



UNIVERSIDADE
DE VIGO

UniversidadeVigo

FACULTADE DE CIENCIAS

**Diseño, construcción y desarrollo de un sistema limitado
por difracción para telescopios terrestres: FastCam**

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

Doctor por la Universidade de Vigo

P R E S E N T A

ROBERTO LÓPEZ LÓPEZ

TRABAJO DESARROLLADO EN:
INSTITUTO DE ASTROFÍSICA DE CANARIAS

DIRECTOR: DRA. ANA ULLA MIGUEL, UVIGO

DIRECTOR: DR. ALEJANDRO OSOZ ABAD, IAC



VIGO, PONTEVEDRA, ESPAÑA, 13 DE DICIEMBRE DE 2012

Fecha de entrega: 13 de diciembre de 2012.

Fecha de defensa: 27 de febrero de 2013.

Directores de Tesis:

Dr. Dña. Ana Ulla Miguel

Dr. D. Alejandro Oscoz Abad

© **Roberto López López**, 2013

ISBN: xx-xxx-xxxx-x

Depósito legal: PO-xxxx/2013

Some of the material included in this document has been already published in the *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters, Proceedings of SPIE and Astronomy & Astrophysics*

Parte del material incluido en este documento ya ha sido publicado en *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters, Proceedings de SPIE y Astronomy & Astrophysics*.

A la memoria de mi padre†, que me enseñó que la curiosidad, la fantasía y la experimentación son el camino al conocimiento. De él aprendí que no hay que hacer las cosas deprisa, sino que lo que uno hace ha de hacerlo bien y poder sentirse orgulloso de ello. — «No hay que ser el primero, sino el mejor». Y con él, a mi madre, quien siempre ha creído en mí.

A mi mujer, María, y a mis hijos Iago y Ale, quienes me han permitido siempre hacer lo que me gusta. María ha renunciado a parte de sus ilusiones por empujar a que las mías pudieran salir a flote.

Quisiera dedicar este trabajo de tesis a todas aquellas personas que, de alguna manera, me apoyaron en este camino, especialmente a mis directores que han convertido en su empeño el que escriba este trabajo.

A mis amigos, compañeros y todos los que han compartido mi camino y mi trabajo hasta llegar aquí y, afortunadamente, a muchos otros con los que puedo contar, que siempre han estado ahí para compartir cada experiencia de nuestra vida con una sonrisa o una buena discusión.

A Carlost†, Chiquit† y Pacocot†

— Roberto López

Prefacio

La observación astronómica probablemente empezó en épocas prehistóricas como meras preguntas o curiosidad sobre los puntos de luz que aparecían en aquellas limpias y oscuras noches.

La Luna debió de ser el primer espectáculo que aprenderíamos a seguir y a controlar, al darnos cuenta de su periodicidad: la variación de fase, la imagen que siempre muestra, el movimiento diario y el progresivo estacional del campo de estrellas; su repetición anual pasaría a marcar la vida de nuestros ancestros. Los planetas más brillantes –Venus, Marte, Júpiter y Saturno– serían, sin lugar a dudas, los siguientes fenómenos observados que rompían la inmovilidad del fondo.

En las «oscuras noches estrelladas» probablemente alguien pudo llegar a darse cuenta de ciertos titileos de algunos puntos, incluso de las variaciones de luz, color y forma que mostraban cuando estaban más cerca del horizonte. Pero hasta el Renacimiento no descubrimos que, al usar instrumentos que nos permitían llegar más profundo (objetos más débiles), algunos de los puntos más grandes y brillantes bailaban y se deformaban. Los instrumentos, con lentes grandes, rompieron el límite de difracción que tenían nuestros ojos.

Desde entonces buscamos colectores de luz con cada vez mayor área, y desde entonces cada vez nos apartamos más de la más límpida y pura nitidez de la imagen de difracción, que se hace más pequeña conforme van aumentando los diámetros. En los últimos tiempos se han desarrollado las herramientas para acercarnos lo más posible al límite de difracción de los telescopios y poder así resolver los más débiles objetos que están próximos a otros más brillantes. Las técnicas habituales de Óptica Adaptativa (AO) tratan de acomodar la imagen colectada a un máximo de iluminación y a un mínimo de dispersión o esparcimiento de la luz, compensando las deformaciones que la atmósfera produce sobre el frente de onda que la atraviesa y lleva la información del objeto. Estas técnicas permiten corregir la atmósfera en torno a un punto u objeto de referencia que abarca un campo de muy pocos segundos de arco, que llamamos ángulo isoplanático.

Otros desarrollos surgidos últimamente tratan de aprovechar la gran eficiencia y el aumento de la velocidad de lectura de los detectores manteniendo un bajo nivel de ruido. De modo que, en lugar de acumular los fotones durante largos periodos de tiempo, acumulan muchas imágenes de muy corta exposición para intentar quedarse con una congelación del mínimo número de frentes de onda imprescindible que no hayan variado su forma entre sí. Esta técnica se basa en el antecedente de los conocidos métodos de *speckle* en los que, con cortas exposiciones, se podía identificar en cada una varias imágenes de difracción muy débiles. Ahora, ya con detectores digitales y mucho más sensibles que las antiguas películas fotográficas, se puede seleccionar el más brillante de entre los pocos *speckles* de cada imagen y sumar las sucesivas imágenes, recenrándolas todas sobre el más brillante de cada caso. Cuando esto se hace sobre una gran cantidad de imágenes y además se seleccionan sólo las «mejores» de entre todas, de modo que sólo los *speckles* más definidos se aprovechan (con un porcentaje que depende de los objetivos del programa de observación o de las bondades

del sitio), hablamos de la técnica de *Lucky Imaging*.

Nosotros hemos desarrollado un sistema profesional y práctico que utiliza esta técnica y que la lleva a su máximo aprovechamiento de forma sencilla, aplicable a múltiples telescopios y con resultados espectaculares.

Este trabajo quiere reivindicar la Instrumentación y la Física *Aplicada* a la tecnología; no los habituales trabajos de toma de datos y reducción, para la calibración o caracterización de detectores, de instrumentos o de sistemas tecnológicos, o los ya de estudio astrofísico que, haciendo uso de los instrumentos, caracterizan objetos o grupos especiales de objetos astronómicos, sus reacciones o procesos físicos con el consiguiente acúmulo, reducción e interpretación de los datos obtenidos.

Aquí queremos mostrar y poner de manifiesto los procesos físicos, las materias y propiedades de la Física implicadas, que intervienen y que se necesita dominar, para poner en marcha todo el proceso de ingeniería que lleva a término un instrumento. En este caso, la «aplicación» es otra rama de la Física, quizás la primera en aparecer como tal en el conocimiento o razonamiento del Hombre, y que hoy sigue siendo uno de los pilares del beneficio de la investigación y desarrollo tecnológico¹, que requiere de los más finos y más vanguardistas desarrollos y aplicaciones de la ciencia y la tecnología.

Conocimiento del campo y bases de trabajo: telescopios, Astrofísica,... Circunstancias que influyen, condiciones de contorno: atmósfera, cúpula, óptica, aberraciones, dispersión cromática, refracciones diferenciales,... Y las técnicas que se deben aplicar: Diseño Óptico, difracción, frente de onda, distribución de energía e información, acoplamiento a telescopios,... Todos ellos conceptos y temas de estudio que constituyen el complejo campo de trabajo en que se mueve la Instrumentación Astrofísica desde el punto de vista de la Ingeniería Óptica. Y, todos ellos, los ingredientes de este trabajo de tesis doctoral.

¹Armamento, Medicina y Astrofísica (terrestre y espacial) requieren y conllevan las mayores inversiones en desarrollo en todos los niveles. Armamento como inversión pública en el sector privado. Medicina como inversión privada con beneficio social (y privado, obviamente). Astrofísica como inversión pública con beneficio intelectual (y que permite el desarrollo base del sector privado para afrontar los anteriores).

Resumen

Este trabajo describe el concepto, diseño, desarrollo, evolución y aplicación del instrumento FastCam. FastCam es un fotómetro de imagen astronómica, con captura de imágenes a alta frecuencia y limitado por difracción, para aplicar la técnica de *Lucky Imaging* en telescopios de clase media y alta (1,5 a 4 m). La técnica de *Lucky Imaging* permite, en condiciones apropiadas, alcanzar el límite de resolución de los telescopios situados en tierra para imágenes astronómicas. El trabajo describe los problemas y condicionantes que impone la atmósfera y las técnicas de óptica activa y adaptativa para solventarlos, así como los fundamentos de *Lucky Imaging*. Se lleva a cabo una descripción de las consideraciones para el desarrollo del proyecto y los parámetros del diseño. A continuación se revisa el diseño óptico y las adaptaciones a distintos telescopios. En un siguiente paso se muestran algunos de los resultados científicos obtenidos gracias a este proyecto, tanto de astronomía de posición como de estructuras complejas en cúmulos globulares y sistemas binarios, y se explican los diferentes diseños surgidos a partir de la idea base y los instrumentos actualmente en desarrollo que están ampliando las capacidades del sistema y la técnica en sí. Se apuntarán también algunas de las posibles aplicaciones a otros campos en los que la nitidez de la imagen es necesaria a pesar de oscilaciones o inestabilidades del sistema de observación: oftalmología, vídeo-control, etc.

Resumo

Este traballo describe o concepto, deseño, desenvolvemento, evolución e aplicación do instrumento FastCam. FastCam é un fotómetro de imaxe astronómica con captura de imaxe a alta frecuencia e limitado pola difracción, para aplicar a técnica de *Lucky Imaging* en telescopios de clase media e alta (1,5 a 4 m). A técnica de *Lucky Imaging* permite, en condicións axeitadas, acadar o límite de resolución dos telescopios terrestres pra imaxes astronómicas. O traballo describe os problemas e condicionamentos que impón a atmosfera e as técnicas de óptica activa e adaptativa pra solventalos, así como os fundamentos de *Lucky Imaging*. Lévese a cabo unha descrición das consideracións pra o desenvolvemento do proxecto e os parámetros de deseño. A continuación revísase o deseño óptico e as adaptacións a distintos telescopios. Nun seguinte paso móstranse algúns dos resultados científicos obtidos grazas a este proxecto, tanto de astronomía de posición coma de estruturas complexas en cúmulos globulares e sistemas binarios; e explícanse os diferentes deseños xurdidos a partir da idea básica e os instrumentos agora en desenvolvemento que están a mellorar as capacidades do sistema e da técnica en si. Apuntarás tamén algunha das posibles aplicacións a outros campos nos que a nitidez da imaxe é necesaria a pesar das oscilacións ou inestabilidades do sistema de observación: oftalmoloxía, vídeo-control, etc.

Summary

This work describes the concept, design, developement, evolution and application of the FastCam instrument. FastCam is an image photometer for astronomy with image capture in a high frequency range and diffraction limited, in order to apply the Lucky Imaging technique to medium- and large-sized (1.5 to 4 m) telescopes. The Lucky Imaging technique allows, for ground based telescopes, to achieve the resolution limit for astronomical images under suitable conditions. This work describes the atmospheric problems and the active and adaptive optics techniques to solve them, as well as the Lucky Imaging fundamentals. A description of the considerations to the project development and design parameters is performed. Then, the optical design and different adaptations to several telescopes will be revised. In a next step, some of the scientific results obtained thanks to this project are shown, both in position astronomy and complex structures in globular cluster and binary systems. Different designs arising from the basic idea and the instruments now in development that are expanding the system's capabilities and the technique are explained. Some other possible applications to other fields in which the image sharpness is necessary despite fluctuations or instabilities of the observing system will be also pointed out: ophthalmology, video-control, etc.

Prólogo

Inicio

Esta memoria contiene un compendio de toda la información pertinente y relativa al desarrollo de un trabajo eminentemente instrumental. Nos referimos aquí, por tanto, a la gestación de un instrumento desde el punto de vista óptico y de ensamble, integración y verificación. Para ello se han tenido en cuenta todos los desarrollos previos y las referencias bibliográficas en el campo que han, de una forma u otra, posibilitado nuestro trabajo y la creación de nuestro instrumento.

Supondremos conocidas las bases teóricas de la técnica de *Lucky Imaging*, de los principios de *Óptica Adaptativa* y de teoría atmosférica de perturbación de frente de onda; sólo trataremos aquí la descripción imprescindible de aquellos conceptos y parámetros que nos afectan a la hora del diseño y desarrollo del sistema. Igualmente se hará en lo que se refiere a otros componentes y particularidades que tienen implicaciones sobre el funcionamiento del instrumento. En cuestión de datos obtenidos, su procesado e interpretación, de nuevo, sólo en lo referente a las condiciones del instrumento plantearemos las convenientes explicaciones.

En muchas ocasiones algunos conceptos, palabras o frases, que pueden requerir una aclaración, si es corta, se incluirá como una nota al pie. Pero, como en el desarrollo del trabajo se van a manejar temas y conceptos muy variados y específicos de muchos campos, añadiremos un glosario al final en donde se pueden encontrar algunas notas algo más extensas que pueden ayudar a aclarar el concepto que se maneja. No creo que sea necesario, salvo en casos muy concretos, el recurrir a indicar cada uno de esos términos de glosario, ya que al aparecer muchas veces podría resultar enojoso.

Los diseños ópticos creados para este instrumento son originales y específicos para cada caso aunque, como se verá, en numerosas ocasiones se intentó conseguir la pluralidad de aplicación. Hay varios desarrollos e ideas de diseño que son asimismo totalmente originales y que, por tanto, también serán descritos y explicados.

Éste es, desde el punto de vista estructural, un «humilde instrumento» en el que la aplicación de las últimas técnicas desarrolladas en Astrofísica, software de control, adquisición y reducción de datos, tecnología de detectores y diseño óptico, permiten vencer las limitaciones de la atmósfera a un precio asequible. A pesar de ello, los resultados científicos que ha obtenido y las técnicas empleadas han supuesto pasos de gigante en nuestros conocimientos.

Descripción del trabajo

El instrumento FastCam nace como necesidad de aprovechar las nuevas capacidades de los modernos detectores de alta velocidad y bajo ruido de lectura. La construcción de grandes telescopios permite coleccionar mucha más cantidad de fotones y, en menos tiempo de observación, se consiguen profundidades mayores. Sin embargo, los telescopios instalados en tierra adolecen de otras limitaciones. La cantidad de fotones aprovechables no es del todo proporcional a la señal original: la atmósfera pasa factura. Son dos los efectos globales que hacen que la atmósfera sea limitante.

Por un lado, la dispersión atmosférica crea un fondo luminoso que, en cada banda de longitudes de onda, limita la magnitud de las estrellas observables. Y sí, con telescopios mas grandes y mejores detectores podemos captar mínimas cantidades de luz pero, al mismo tiempo, la mayor área colectora también aumenta cuadráticamente la luz de fondo que llega en todas direcciones, y resulta sumamente complicado poder acceder a objetos muy débiles. Este efecto lo entendemos bien si pensamos en que de día no vemos las estrellas. Están ahí, y ciertamente con un telescopio y en determinadas condiciones podemos apuntar a una estrella y verla en pleno día, y en unas longitudes de onda mejor que en otras, pero aun así sólo con las más brillantes resulta visiblemente plausible. El efecto de la dispersión es fundamentalmente un efecto fotométrico: cantidad de luz y contraste.

El otro efecto es el “*seeing*”. El *seeing* engloba varios aspectos de la dinámica de la atmósfera. La atmósfera, por desgracia para la Astronomía, no es nada estática. Además, no es de composición homogénea y se estratifica en capas con dinámicas diferentes. Cada uno de estos aspectos genera un efecto específico, y en conjunto los conocemos como *seeing*. El movimiento más global de la atmósfera produce que los rayos de luz refractados, procedentes de un solo punto, incidan en distintas posiciones de la superficie focal del sistema óptico colector. Si acumulamos los fotones se produce una mancha que decimos que «mueve» el punto imagen. Si el movimiento de la atmósfera hace que el camino de los fotones varíe, la densidad de la atmósfera (contenido en agua, corrientes térmicas,...) genera que se produzcan absorciones de fotones que varían la intensidad de la luz coleccionada. Se llama centelleo a este efecto del *seeing*. Por último, la estratificación hace que los desplazamientos refractivos de los rayos tengan distintas direcciones simultáneas y muestren, por tanto, diferentes efectos para unos rayos y para otros dentro del mismo frente de onda, produciendo distintos impactos simultáneos en el plano focal, como procedentes de diversas zonas del sistema colector. Este efecto decimos que «emborrona» la imagen. El *seeing* es un efecto de calidad de imagen y tiene que ver con la resolución o capacidad de un sistema óptico de ver más «fino».

Existen otros efectos de la atmósfera que perturban el frente de onda y que pueden ser muy importantes y engorrosos; se deben a la estructura material de la atmósfera como un todo y definen la propiedad refractiva del aire. La refracción óptica de un material cambia la dirección de propagación de la luz (frente de onda o rayo como la normal a éste). Entonces, la atmósfera modifica la posición real en que observamos una estrella en cada momento al cambiar continuamente la línea que

trazan los fotones que nos llegan según rota la Tierra y desplaza la posición aparente de la estrella. Incluso permite ver estrellas bajo la línea del horizonte, mientras que no existe desvío cuando está en el zenit. Además, el índice de refracción depende de la longitud de onda y, en una determinada banda espectral, los rayos (como trayectorias de fotones) más azules se desvían en mayor medida que los más rojos. Esto hace que las estrellas puntuales en realidad las veamos alargadas con un extremo más rojizo y el otro más azulado. Este efecto se conoce como Dispersión Atmosférica Cromática.

Tradicionalmente, los distintos efectos se han venido asumiendo y tratando por separado. Las limitaciones fotométricas piden colectores de mayor área, detectores más eficientes y más sensibles, campos cada vez más pequeños (menos área de cielo contribuyendo al «fondo próximo»). La dispersión atmosférica se corrige con Correctores de Dispersión Atmosférica (ADC – de sus siglas en inglés), que son sistemas ópticos que van compensando en cada posición la refracción diferencial de los colores. Y el *seeing* ha dado lugar a las técnicas de Óptica Adaptativa (AO), con espejos oscilantes (*Tip-Tilt*) y deformables (DM, Deformable Mirror, por sus siglas en inglés), que requieren algún sistema de muestreo del frente de onda que permita actuar como servocontrol de estos actuadores.

La técnica de *Lucky Imaging* (Imagen Afortunada) surgió como una alternativa a la Óptica Adaptativa, aunque ahora empieza a beneficiarse también de ésta para grandes telescopios. El secreto está en tomar imágenes a muy alta velocidad para aprovechar los intervalos en los que la atmósfera se puede considerar como estable dentro del tubo colector que recorre el frente de onda. Así, de vez en cuando conseguimos tener algunos fotones que definen muy bien y muy limpiamente la imagen capturada. Si acumulamos suficientes de estas imágenes, recentrándolas y sumándolas unas sobre otras, podemos tener el equivalente a una imagen de muy buena calidad cerca del límite de difracción del telescopio y, ampliando el tiempo de observación, podremos alcanzar las magnitudes apropiadas.

La óptica que define el problema y la que lo resuelve son conocidas y se puede calcular el sistema teórico ideal. Lo malo es que los elementos ópticos, y las estructuras que los contienen, no son perfectos. Existen muchos factores que interfieren e influyen en el frente de onda final que llega al detector y que pertenecen al sistema de observación (colector más instrumento), haciendo que la imagen no sea perfecta y muestre aberraciones. Se han desarrollado técnicas para estudiar y diseñar sistemas reales que minimicen estas aberraciones de modo que su influencia pueda quedar por debajo de un cierto límite. Estas técnicas de diseño óptico requieren hoy de una relativa potencia de cálculo para los análisis numéricos de los sistemas y, en los casos necesarios, los procesos de optimización apropiados. La realización de este tipo de tareas precisa del uso de diversos programas de diseño óptico asistido por computación.

En general, cuando se trabaja con sistemas convencionales, se define ese límite de influencia de las aberraciones como un cierto valor que permite alcanzar la nitidez apropiada de la imagen en cada caso. En numerosas ocasiones es el tamaño de muestreo de la información, típicamente el píxel del detector. Otras veces es un valor más amplio si queremos alcanzar información más fiable en lo que se refiere al apartado fotométrico, la estabilidad o, simplemente, el costo. En ciertos casos, por el contra-

rio, la necesidad de tener información más detallada, como en una imagen con mayor resolución espacial, hace que los requerimientos sean más restrictivos y necesitemos una superior calidad de imagen. Y, finalmente, nuestro caso, en el que buscamos la máxima resolución y nitidez, hasta llegar al límite de difracción. Las peculiaridades de este sistema exigen la aplicación de técnicas de diseño muy específicas y un cuidado exquisito en la selección de materiales y componentes, así como un grado de estabilidad de la estructura soporte que garantice la fiabilidad del sistema. Todo esto engloba un proceso de diseño, óptico y mecánico, que precisa de la definición de unos requerimientos científicos extremadamente claros y el cálculo a partir de ellos de los requerimientos opto-mecánicos que conduzcan a la fabricación final del instrumento.

El diseño base de un instrumento conlleva una definición del proceso de integración y la adaptación a un telescopio determinado. Cuando además se busca darle potencialidades al sistema para poder adaptarse a distintos telescopios, tanto el diseño como los procesos de integración obligan a planteamientos más abiertos y, por tanto, menos controlados, pero respondiendo a las especificaciones dadas. La buena definición y diseño de un sistema óptico y estructura básicos, y la capacidad de adaptación y desarrollo (en el sentido de evolución) del instrumento a diferentes telescopios y sistemas añadidos, permite la creación de toda una línea de investigación y progreso tanto para los científicos como para los instrumentistas.

El instalar FastCam en distintos telescopios ha permitido descubrir multitud de parámetros que afectan al sistema y, por tanto, ayudan a mejorarlo. Como, por ejemplo, el añadir un Corrector de Dispersión Atmosférica para aumentar el arco de cielo observable. A la vez, algunos de estos parámetros indican nuevas posibilidades del instrumento según lo que se pretenda buscar en cada sistema. En el caso del Gran Telescopio Canarias (GTC), por citar sólo un caso, con su espejo segmentado, ayudaría a mejorar el cofaseo de los espejos, pero también a hacer estudios de turbulencia atmosférica local. La inserción en un sistema con Óptica Adaptativa (sistema NAO-MI del Telescopio William Herschel) muestra la posibilidad de mejora y adaptación a grandes o muy grandes telescopios. Es una realidad la aplicación de la técnica a objetos fotométricos de rápida variación temporal (cuásares, púlsares o novas), o como sistema fotométrico de gran campo (caso de la versión WideFC del instrumento, como sistema de búsqueda y seguimiento de ocultaciones –ver Sec. 5.4.1 y 6.2.3). Asimismo, podemos mencionar los desarrollos futuros, ya en marcha, de FastCam con la integración de su propio sistema de AO y acceso a estrellas artificiales, o con un coronógrafo estelar.

Y, finalmente, las mejoras en el conocimiento del instrumento, de la técnica y de la aplicabilidad del sistema nos permiten pensar en aplicaciones instrumentales a otros campos no astronómicos, como puede ser la oftalmología y la lucha con la oscilación ocular que dificulta la obtención de imágenes suficientemente nítidas del fondo de ojo. O, en general, la aplicación a cualquier sistema de imagen en tiempo cuasi real que necesite un preprocesado para estabilizar la imagen que se presenta o que se pretende analizar, como son los sistemas de vídeocontrol, en cadenas de producción o en robótica, o simplemente vigilancia y sistemas en duras condiciones con viento o vibraciones.

Organización del trabajo

Introducimos el trabajo con un capítulo en el que se describe el «problema», la búsqueda del límite de difracción de la óptica o, al menos, de la PSF (*Point Spread Function* [Función de Punto Esparcido]) de aberración. Se sitúa en el ámbito de la atmósfera y el *seeing* y se describen sus componentes. Discutimos la calidad de imagen y los límites del diseño óptico, telescopios e instrumentos. Con esto conformamos el Capítulo 1.

A continuación, en el Capítulo 2, procedemos a considerar las técnicas que se usan para contrarrestar los distintos efectos — Alineados de telescopios (con el Sensor de Frente de Onda), Montaje de los instrumentos, Óptica Activa (los sensores de carga y actuadores piezoeléctricos en espejos), Óptica Adaptativa (uso de *tip-tilt*, correlador, espejos deformables, sensores de frente de onda: curvatura, Shack-Hartmann, plenóptica, shabar,...), etc.— describiendo las opciones y aplicabilidad de cada una. También otras que están en desarrollo y, entre ellas, la de *Lucky Imaging*. Cuando el problema ya ha quedado bien definido y nos hemos centrado en la «técnica» sobre la que vamos a tratar, describimos en qué se basa y lo que buscamos inicialmente (imágenes de *speckles* e imagen sumada).

En el siguiente capítulo hacemos un poco de historia sobre cómo comenzamos el proyecto y lo que pretendíamos inicialmente. Explicamos las técnicas de «diseño» óptico y el diseño original, así como el programa de reducción de los datos; hablamos del montaje en el laboratorio y describimos el «ataque» al Telescopio Carlos Sánchez.

El éxito obtenido nos conduce, inevitablemente, a plantearnos un diseño más serio (desarrollo de la nueva caja a partir de la técnica de prototipaje) y, no sólo eso, a ir a otros telescopios. Después de ello se describe la decisión de obtener un mejor detector (lo que condiciona el diseño óptico) y las posibilidades de las FPGA's (circuitos electrónicos de puertas programables) y el empuje para que se implementaran. Tras eso, se introduce cómo llegamos al nuevo concepto más portátil y las adaptaciones que realicé para cada telescopio (diseños ópticos). Tras hablar de filtros y ADC finaliza el Capítulo 4 con el «desarrollo» del proyecto.

Hablamos entonces en el Capítulo 5 de los «resultados» del proyecto buscando explicaciones técnicas a algunas de las imágenes y datos obtenidos, y cómo se generan ideas de mejora para el programa de adquisición y procesado de datos. Mencionamos algún logro obtenido a partir de resolución temporal y algunos resultados científicos notables o de interés. Listamos además una serie de trabajos que se están realizando actualmente con FastCam como instrumento de uso común en el TCS.

En el Capítulo 6 nos centramos en las «consecuencias», con todos los instrumentos y complementos que nacieron a partir de FastCam. Con los avances, modificaciones y mejoras del instrumento, así como las adaptaciones que se realizaron a otros instrumentos y lo que se ha hecho con ellos o lo que se plantea hacer con las ideas de aplicación del instrumento base. Finalizamos el capítulo tratando sobre las «posibilidades» que se derivan de un instrumento como éste y sus resultados, así como sobre otras posibles aplicaciones, es decir, la innovación y las aplicaciones de la técnica del sistema original.

El último capítulo sirve para presentar las «conclusiones», que podrían ser un epílogo con un resumen de los desarrollos propios, técnicos e ideas, y cómo todos ellos empujan hacia el final.

Además de esta información, se ha creído conveniente incluir una serie de anexos en los cuales se trata con más detalle los resúmenes del desarrollo del Corrector de Dispersión Atmosférica y los cálculos de los ángulos de dispersión y corrección. Se describe, también, la montura final y los planos del FastCam definitivo realizados por la empresa IDOM tras nuestras indicaciones. Añadimos asimismo un resumen del recorrido instrumental que me ha permitido llegar a este desarrollo y que justifica parte de las decisiones y operaciones realizadas. Y también, finalmente, una serie de *proceedings* y artículos que, sobre el instrumento y sus trabajos, se han publicado, y en los cuales aparezco como coautor y que, de alguna forma, complementan la tesis presentada.

Abreviaturas y Acrónimos

arcsec	Del inglés <i>arc second</i> , se representa también como " y equivale a $1/3600$ de grado, $1/206264,806$ de radián, $7,716 \cdot 10^{-7}$ de un ciclo. Representa la unidad angular básica para medida de distancias en el cielo, habitualmente usada en Astronomía.
ActO	<i>Active Optics</i> (Óptica Activa).
ADC	<i>Atmospheric Dispersion Corrector</i> (Corrector de Dispersión Atmosférica).
AIV	Assembly, Integration and Verification (Ensamble/Alineado, Integración y Verificación), ver Glosario: AIV .
AO	<i>Adaptive Optics</i> (Óptica Adaptativa), ver Glosario: AO .
AOLI	<i>Adaptive Optical Lucky Imaging</i> (Imagen afortunada con Óptica Adaptativa).
CAIN	Cámara Infrarroja.
CAOD	Computer Aided Optical Design (Diseño Óptico Asistido por Computador).
CCD	<i>Charge Coupled Device</i> (Dispositivo de Transferencia de Carga Acoplada). Ver Glosario: CCD Charge Coupled Device [Dispositivo de Transferencia de Carga] .
DM	<i>Deformable Mirror</i> (Espejo Deformable).
EMCCD	Electron Multiplying Charge Coupled Device (Dispositivo de Transferencia de Carga por Multiplicación de Electrones).
EMIR	Espectrógrafo Multiobjeto Infra-Rojo para GTC, ver Glosario: EMIR .
rms	<i>Root Mean Square</i> (Raíz Cuadrática Media).
FastCam	Instrumento de <i>Lucky Imaging</i> desarrollado para alta resolución espacial con telescopios desde tierra.

FOV	Field of view (Campo de visión), ver Glosario: FOV .
FOVIA	FOtómetro VIsible Adaptado.
FPGA	Field Programmable Gate Array (Matriz de Puertas de Campo Programable) ver Glosario: FPGA .
FWHM	<i>Full Width at Half Maximun</i> [Ancho a Mitad de Altura], ver Glosario FWHM .
GHRIL	<i>Ground High Resolution Image Laboratory</i> (Laboratorio de Imagen de Alta Resolución en Tierra).
GREGOR	<i>Gregor Solar Telescope</i> .
GRIS	GRegor Infrared Spectrograph (Espectrógrafo Infrarrojo GRegor).
GTC	Gran Telescopio Canarias.
HST	<i>Hubble Space Telescope</i> (Telescopio Espacial Hubble).
INGRID	<i>Isaac Newton Group Red Imaging Device INGRID es una cámara SWIR para usar en el telescopio WHT de 4,2 m . INGRID se basa en un detector IR-Hawaii de 1024×1024 pix para imagen en el rango 0,8 a $2,5 \mu\text{m}$, con un tamaño de píxel de 0,238 arcsec desarrollado para utilizar el sistema de NAOMI.</i>
IR	Infra-Rojo.
L3CCD	Low Light Level Charge Coupled Device (Dispositivo de Transferencia de Carga de Bajo Nivel de Luz).
LED	Light-Emitting Diode (Diodo Emisor de Luz).
LIRIS	<i>Long-slit Intermediate Resolution Infrared Spectrograph for the WHT [Espectrógrafo Infrarrojo de Rendija Larga de Resolución Intermedia, para el WHT].</i>
MCAO	MultiConjugate Adaptive Optics (Óptica Adaptativa MultiConjugada), ver Glosario: MCAO .
NIR	Near Infrared (infrarrojo próximo). Región del espectro infrarrojo sensible para los fotodetectores: $\sim 750 - 1100 \text{ nm}$.
NOT	<i>Nordic Optical Telescope</i> (Telescopio Óptico Nórdico).
ORM	Observatorio del Roque de los Muchachos.
OSIRIS	<i>Optical System for Imaging and low-Intermediate-Resolution Integrated Spectroscopy for GTC (Sistema Óptico para Imagen y eSpectroscopía de Resolución baja-Intermedia)</i> , ver Glosario: OSIRIS .

PSF	<i>Point Spread Function</i> (Función de Punto Esparcido), ver Glosario: PSF .
SBIG	Santa Barbara Instrument Group.
SCIDAR	<i>SCIntillation Detection and Ranging</i> (Detección de Centelleo y Fluctuación), ver Glosario: SCIDAR .
sCMOS	<i>Scientific Complementary Metal-Oxide-Semiconductor (Detector Científico de unión Complementaria Metal-Oxido-Semiconductor)</i> . Ver Glosario: CCD Charge Coupled Device [Dispositivo de Transferencia de Carga] .
SFO	Sensor de Frente de Onda (<i>Wavefront Sensor</i> , WFS), ver Glosario: SFO .
SWIR	Región infrarroja del espectro con transmisión atmosférica: $\sim 0,9\text{--}2,5\,\mu\text{m}$.
TCS	Telescopio Carlos Sánchez.
TT	<i>TipTilt</i> (Oscilante, referido normalmente a un espejo).
TTM	<i>TipTilt Mirror</i> (Espejo Oscilante).
UES	<i>Utrecht Echelle Spectrograph</i> (Espectrografo de «Echelle» de la universidad de Utrecht).
UPCT	Universidad Politécnica de Cartagena.
VIS	Región visible del espectro: $\sim 380 - 760\,\text{nm}$.
VTT	<i>Vacuum Tower Telescope</i> (Telescopio de Torre al Vacío).
WHT	<i>William Herschel Telescope</i> .

Índice general

Prólogo	vii
Abreviaturas y Acrónimos	xiii
1. El problema	1
1.1. Antecedentes/Introducción	3
1.2. <i>Seeing</i>	4
1.3. Calidad de imagen atmosférica	7
1.3.1. Modelo de Kolmogorov	10
Longitud de Coherencia	12
Ángulo isoplanático	13
Tiempo de coherencia	14
1.4. Control de la calidad atmosférica	15
1.4.1. Caracterización de la atmósfera	17
1.5. Telescopios	18
1.6. Instrumentos	22
2. La técnica	25
2.1. Alineado de telescopios	28
2.2. AIV	32
2.3. Óptica Activa	35
2.4. Alta definición espacial	37
2.4.1. Óptica Adaptativa	40
2.4.2. Óptica Adaptativa Multiconjugada	44
2.4.3. Estrellas láser	45
2.5. Imagen Afortunada	46
2.6. Astrofísica	51
3. El diseño	57
3.1. Diseño Óptico	59
3.1.1. CodeV™, Zemax™, Oslo™	66
3.1.2. Complementos de cálculo: Matlab™/Octave, Calc/Excel™	71
3.2. Diseño Optomecánico. Consideraciones prácticas	73
3.3. Diseño de la óptica	75

3.3.1.	Especificaciones	76
3.3.2.	Selección	79
3.3.3.	Análisis	84
3.3.4.	Validación	87
3.4.	Prototipo	88
3.4.1.	FastCam@LAB	89
3.4.2.	FastCam@TCS	90
	Alineado del Telescopio Carlos Sánchez	90
	Montaje de FastCam	92
3.4.3.	<i>Software</i>	94
3.4.4.	Electrónica	96
3.4.5.	Resultados	99
4.	El desarrollo	105
4.1.	Avances	107
4.2.	Adaptaciones y mejoras	109
4.2.1.	Electrónica	110
	Contol de FPGAs	111
	Detector	113
	Calibrado	114
	Rueda de Filtros	115
	Cámara de Campo	115
4.2.2.	Óptica	117
	Diseño del ADC	122
4.2.3.	<i>Software</i>	128
4.2.4.	Mecánica	130
4.3.	Itinerancia	132
4.3.1.	TCS	133
4.3.2.	NOT	135
4.3.3.	WHT	139
4.3.4.	GTC	141
5.	El resultado	147
5.1.	Resultados Técnicos	149
5.1.1.	Detector	149
	<i>Bias</i>	151
	Corriente de oscuridad	153
	Fondo	154
	<i>Flatfield</i>	157
5.1.2.	Reducción de datos	158
5.1.3.	Interpretación	162
5.2.	Resultados Científicos	163
5.2.1.	Prototipo FastCam	163
5.2.2.	Instrumento FastCam	165

5.2.3.	Binarias	173
5.2.4.	Seguimientos	175
5.2.5.	Resolución	177
5.2.6.	Fotometría	178
5.3.	Interpretación y análisis	180
5.4.	Trabajos en curso	181
5.4.1.	Propuestas habituales para uso de FastCam y WIDE-FastCam	181
6.	La Consecuencia	187
6.1.	Evolución	189
6.2.	Desarrollos complementarios	191
6.2.1.	IDOM	193
6.2.2.	FC@NAOMI	195
6.2.3.	WIDE-FC	198
6.2.4.	<i>Software</i>	201
6.2.5.	ADC	202
6.3.	Desarrollos complementarios propios y externos	202
6.3.1.	Divisores	203
6.3.2.	AOLI	204
6.3.3.	Coronógrafo	205
6.3.4.	PlanetCam	206
6.3.5.	Más opciones	207
6.3.6.	Resumen	208
6.4.	Lo posible	208
6.4.1.	Astrofísica	209
6.4.2.	Otras Aplicaciones	210
	Oftalmología	210
	Lucky Imaging	212
	Fast-Cam	212
7.	Conclusiones	215
7.1.	Conclusiones y perspectivas	217
7.1.1.	Logros	221
7.1.2.	Futuro	222
Anexos		225
A.	Corrector de Dispersión Atmosférica: ADC	227
I.a.	Dispersión Cromática Atmosférica	229
I.a.1.	Evaluación	229
I.b.	ADC	230
I.b.1.	Geometría	233
I.c.	Implementación	234
I.c.1.	control	235

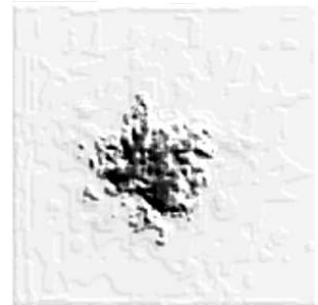
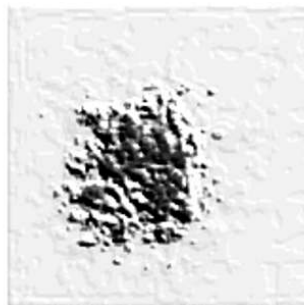
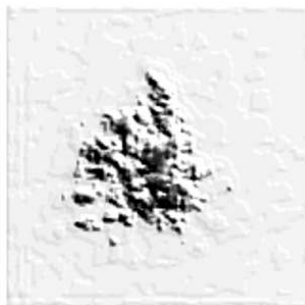
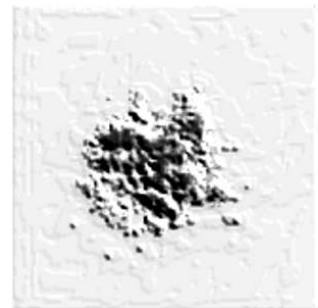
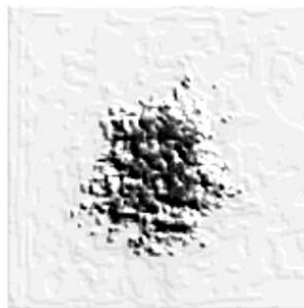
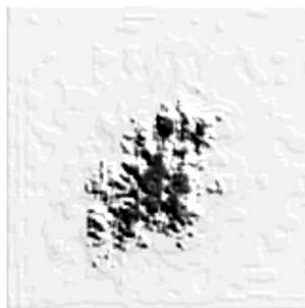
B. Montura IDOM	237
II.a. Estructura soporte de FastCam	239
II.a.1. Compensadores térmicos de posición	240
II.a.2. Filtros	241
II.a.3. Cámara de campo	242
II.a.4. Detector	242
II.b. ADC	242
C. Curriculum Instrumental	245
III.a. Curriculum instrumental	247
III.a.1. Otros méritos	247
III.b. Hitos	250
III.b.1. Clínica	250
OFTACROM	250
III.b.2. Astrofísica	253
III.b.3. Hoy	259
D. Publicaciones	261
IV.a. FastCam: Un nuevo instrumento de imagen afortunada para telescopios de tamaño medio.	265
IV.b. Un Corrector Atmosférico para trabajar con FastCam en el Telescopio William Herschel.	281
IV.c. Diseño del sistema optomecánico y fabricación de FastCam	297
IV.d. Alta resolución espacial e imagen <i>speckle</i> de alto contraste con FastCam en el ORM	305
IV.e. Óptica Adaptativa e Imagen Afortunada de la binaria de enanas marrones GJ569Bab	319
IV.f. Imágenes ópticas de alto contraste de compañeros: el caso de la binaria de enanas marrones HD 130948 BC	335
IV.g. Imágenes visibles de alta resolución del centro del cúmulo globular M15 con FastCam	345
Notas finales	369
Justificación	371
Agradecimientos	372
Referencias	382
Bibliografía	383
Glosario	387
Índice alfabético	413

1

El problema

*Comprender las cosas que nos rodean es la mejor
preparación para comprender las cosas que hay
mas allá.*

Hypatia(Υπατία) de Alejandría,
355/370 – 415 DC.



Pasaron menos de dos meses entre mi negativa inicial a participar en el proyecto y el estar celebrando el éxito inesperado de la primera observación con un prototipo en el telescopio.

La idea era llevar a telescopio un sistema diseñado ex profeso para usar un *software* basado en las técnicas usadas por los astrónomos aficionados quienes, al no disponer de acceso a los precisos y caros detectores científicos, usan cámaras de TV o *webcams* grabando una película de vídeo. A continuación procesan esta película fotograma a fotograma de modo que buscan la posición de los máximos correlacionados y suman todas la imágenes en una sola, alcanzando espectaculares resultados, tanto en resolución como en nitidez y profundidad.

Esto se consigue gracias a que la exposición de cada fotograma es de $1/25$ s, lo cual los sitúa al borde de las frecuencias típicas de *seeing*, de modo que obtienen imágenes relativamente nítidas, aunque tenues. Con el recentrado se afina la mancha de luz y se amplifica la nitidez y el contraste.

El hacer esto en un telescopio de gran tamaño, claramente limitado por *seeing*, parecía una idea poco afortunada. Hay muchos argumentos en contra de la posibilidad de éxito. Entre ellos, múltiples celdas de *seeing* que producen un alto índice de *speckle* y, por tanto, pocas probabilidades de obtener un pico uniforme recentrable. El resultado obtenido parece demostrar lo contrario. La explicación viene dada, no obstante, por la técnica que empleamos en este caso. *Lucky Imaging* es una técnica que consiste en concentrarse únicamente en las mejores imágenes, en aquellas excepcionales, que se seleccionan, recentran y suman, obteniendo un resultado espectacular: son las *imágenes afortunadas*.

1.1. Antecedentes/Introducción

Hasta no hace mucho tiempo la información que almacenábamos del cielo nos llegaba a través de placas fotográficas. La energía necesaria para hacer reaccionar los compuestos de plata contenidos en las placas que eran expuestos a la luz de las estrellas era, en general, mucha para la cantidad que podían darnos los telescopios. Y los tiempos de exposición necesarios para llegar a detectar objetos débiles demasiado largo para plantearnos fenómenos atmosféricos.

Cuando llegaron los detectores fotónicos (fotodiodos, fotomultiplicadores,...) la información podía mejorar, pero la cantidad de datos era limitada. Los detectores no distinguían entre distintas fuentes y la observación se llevaba a cabo sólo sobre objetos concretos, haciendo, si acaso, pequeños barridos. Pero eran elementos escogidos a partir de fotografías previas de campos específicos.

Con la llegada de los computadores la cantidad de datos podía aumentar y se escaneaban las placas fotográficas para obtener mapas de intensidad que permitían abarcar mayores campos en el cielo.

Pero, aun así, estaban limitados los campos y rangos de aplicación. Sin embargo, el objetivo final siempre era llegar a observar más profundo y más fino. Más profundo significa objetos más débiles y, en general, más lejanos, y más fino significa con mayor resolución. Estos dos son los auténticos retos de la Astronomía observacional: más profundo y con mayor detalle.

A principios de los años 80 del siglo pasado la sensibilidad de algunas placas fotográficas podía permitir, con las estrellas más brillantes, hacer estudios de algunos fenómenos que se intuía que estaban relacionados con la atmósfera. Eran las primeras imágenes de *speckles* donde, en imágenes de muy corta exposición, se observaba que la mancha que definía una estrella estaba constituida por una cantidad de pequeñas manchitas casi puntuales en las que incluso algunas mostraban anillos de difracción. La medida de esos anillos confirmó que era posible obtener imágenes de difracción de estrellas. Pero el límite era la atmósfera.

1.2. *Seeing*

Históricamente, la observación del cielo intenta profundizar siempre más en las trazas del tiempo. Eso significa detectar ínfimas cantidades de luz, y para ello buscamos pupilas de observación cada vez más grandes, aumentando el área de nuestros colectores. No obstante, la mejora fotométrica no consigue superar el límite que imponen las turbulencias atmosféricas que desvían y agitan continuamente el frente de onda procedente de uno de esos puntos de luz. El problema es conocido, como hemos mencionado previamente, en un modo global como *seeing*. Este fenómeno se compone de distintos efectos por las perturbaciones que la densidad de la atmósfera ejerce sobre los rayos de luz.

En primer lugar, existe la componente que se produce debido al *índice de refracción* de la atmósfera. El aire no es el vacío y, aunque su efecto es muy pequeño, sí ejerce una reducción de la velocidad de la luz.

La refracción atmosférica tiene, a su vez, varios efectos sobre la luz procedente del espacio. La primera consecuencia de ello es que tenemos que apreciar que la dirección en que observamos un determinado punto, o astro, en el espacio viene dada por una línea que no apunta directamente a la estrella, ya que varía con la inclinación desde el zenit. Todos tenemos la imagen de cómo aparentemente se corta un lápiz cuando lo sumergimos en un medio más denso que el aire, como el agua. Cuando observamos, desde un determinado lugar, una estrella situada en el [zenit](#), la luz que procede de dicho astro incide perpendicularmente a la atmósfera en ese lugar, con lo que la dirección de los rayos de luz procedentes de la estrella no sufren los efectos refractivos. Esto no sucede cuando la estrella se encuentra en cualquier otra posición distinta del zenit.

La ley de Snell ([Sea49;Lue02;O'C10;wik11](#)) establece que un frente de onda sufre un cambio de dirección al incidir con un cierto ángulo en la interfaz entre dos medios: $n_1 \sin(i_1) = n_2 \sin(i_2)$ ¹.

Para calcular la posición exacta de una estrella se emplean fórmulas más o menos complejas y considerando variables que dependen, en general, del punto de observación y que varían con la época del año debido a cambios de temperatura y presión en la atmósfera. Las fórmulas más aplicadas hoy en día requieren integración numérica, usando algún método complejo como el descrito en Auer and Standish ([AS00](#)) (2000). Una fórmula empírica simple para calcular la refracción (R) en minutos de arco a partir de la altura aparente de un astro (h_a) fue desarrollada por Bennett ([10](#)) (1982) y recalculada en función de la altura real (h) por Sæmundsson ([11](#)) (1986):

$$R = \cot \left(h_a + \frac{7,31}{h_a + 4,4} \right) , \quad (1.1)$$

$$R = 1,02 \cot \left(h + \frac{10,3}{h + 5,11} \right) . \quad (1.2)$$

Ambas ecuaciones se definen para unas determinadas condiciones de presión P (101,325 kPa) y temperatura T (10°C), y se modifican multiplicando por un factor

$$\frac{P}{101} \frac{283}{273 + T}$$

para otras condiciones.

La refracción atmosférica tiene también otras consecuencias. Una es la dependen-

¹ n_1 y n_2 son los índices de refracción de ambos medios, i_1 es el ángulo que forma el rayo de luz incidente con la perpendicular a la interfaz e i_2 el ángulo que forma dicho rayo con la misma normal en el segundo medio.

cia del índice de refracción del aire (n_{air}) con la longitud de onda (λ):

$$n_{air} = 1 + \frac{(n_0 - 1)P}{1 + (T - 15) \cdot (3,4785 \times 10^{-3})} , \quad (1.3)$$

siendo

$$n_0 = 1 + \left[6432,8 + \frac{2949810\lambda^2}{146\lambda^2 - 1} + \frac{25540\lambda^2}{41\lambda^2 - 1} \right] \times 10^{-8} . \quad (1.4)$$

En la ecuación de referencia para n_0 se considera una presión P de 1 atmósfera y $T=15^\circ\text{C}$. La longitud de onda es λ ([ZEMAX Users' Knowledge Base](#) ^(Te08)).

El efecto de la dependencia con la longitud de onda produce lo que se denomina dispersión cromática. Ésta es responsable de generar un alargamiento de la imagen en la dirección de la altura sobre el horizonte del astro debida a los distintos focos para cada longitud de onda. Es el equivalente a un prisma de pequeño ángulo.

Y, por fin, la refracción tiene también un efecto sobre el *seeing*, debido al movimiento relativo entre distintas capas de la atmósfera, así como a la variación continuada en densidad generada por movimientos convectivos que modifican la trayectoria de los rayos. Estas desviaciones hacen que un sistema colector, telescopio, focalice una imagen del frente de onda sobre distintos puntos del plano focal, en torno al centro geométrico de la imagen. Esta oscilación de la imagen (*image motion*) sobre el plano focal origina que se grabe una mancha en lugar de un punto al integrar la luz durante algún tiempo. Si pensamos en una atmósfera idealmente estable y estática el único efecto sobre los rayos de luz procedentes de la estrella es la refracción que se produce por el cambio de índice de refracción entre el vacío y la propia atmósfera. La imagen ideal que resulta del telescopio es la transformada de Fourier de la pupila, en la mayoría de los casos una función de Bessel. Esa función se va moviendo por el detector, produciendo una distribución extendida que tiende a tener la forma de una gaussiana bidimensional.

La variación en densidad de las diversas capas también absorbe la luz de modo diferente o en distinta medida, provocando que esas manchas individuales ideales (*speckles*) tengan diferente intensidad, variando incluso su composición cromática. Esto hace que la distribución gaussiana pueda tener asimetrías o una variación lorentziana de la forma. Este efecto es conocido como centelleo (*scintillation*).

El efecto más puramente identificado con el *seeing* se debe a la aparición de muchos puntos brillantes, *speckles*, sobre una imagen de corta exposición. Estos puntos se deben a la agitación o turbulencia de las capas de aire, y producen roturas y distintas desviaciones simultáneas en el frente de onda, llegando al telescopio en fase

pero con distintas inclinaciones. De esta manera, se origina una mancha esparcida que varía en cada instante, lo cual hace que se rellene una mancha más ancha que la ideal del telescopio (ver Fig. 1.1).

El emborronamiento (*blurring*) y el ensanchamiento de la imagen son debidos a la suma estática de los distintos *speckles* que se producen en un tiempo dado. Se pueden considerar como la suma de las distintas focalizaciones ideales que se generan en un tiempo corto sin que actúe el modo más lento de arrastre del centro de gravedad de esa mancha debido a los movimientos más lentos de la atmósfera (oscilación (*image motion*) o movimiento del centro de gravedad del grupo). Realmente, éste es el efecto constitutivo del *seeing* más identificable con la imagen instantánea y de corta exposición. Cada manchita ideal corresponde a lo que denominamos celdas de perturbación con tamaños característicos en cada observatorio, y que dependen de la acción de la atmósfera a distintas alturas.

1.3. Calidad de imagen atmosférica

Cuando la atmósfera es perfecta, o si salimos al espacio, el elemento limitante es el telescopio. El telescopio es el colector y el encargado de darnos la imagen del objeto observado. El área de la abertura nos marca la cantidad de luz recogida, y es la que nos permite observar objetos que, por su clase o distancia, nos hacen llegar mínimas cantidades de energía. Y la imagen mínima que proporciona un telescopio en tales condiciones es la imagen de difracción de un punto y marca el **límite de resolución** del mismo. La distribución de luz en el plano focal que llamamos imagen de difracción viene definida por la *Point Spread Function* [Función de Punto Esparcido] (PSF).

Aparte del telescopio en sí, la óptica de reimaginación de cada instrumento también modifica y deforma el frente de onda que proporciona el telescopio. En el caso de que consideremos un sistema ideal, por ejemplo un telescopio limitado por difracción² y en el espacio, la PSF que alcanza el plano imagen final del sistema es la convolución del frente de onda con los elementos ópticos, que llevan el disco de Airy³ del plano focal del telescopio, con una distribución de Airy, al plano instrumental. Para un sistema de reimaginación ideal la distribución seguirá siendo, en general, la función de Airy. Pero aun considerando un sistema real e incluso aberrante, la distribución

²Su calidad óptica no deforma el disco de Airy producido sobre un frente de onda plano.

³La función de Airy es la transformada de Fourier de un círculo ponderada por el radio de éste. Cuando la pupila de un telescopio no es un círculo, como en el caso de un telescopio Cassegrain con su oscurecimiento central o un telescopio con primario exagonal segmentado, la función transformada no es un disco de Airy.

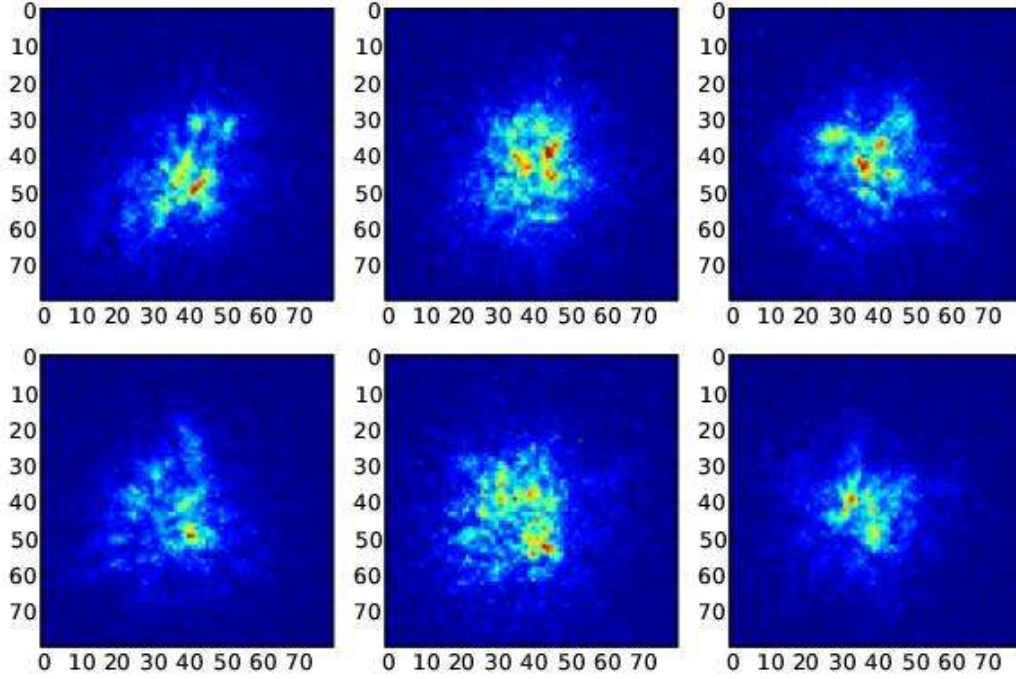


Figura 1.1: Serie continua de imágenes de 30 ms de exposición cada una de la estrella GJ 436, obtenida con FastCam el 25 de febrero de 2007 con el Telescopio Carlos Sánchez (TCS) del Observatorio del Teide. Con exposiciones suficientemente cortas se observa la distorsión de la PSF por la atmósfera, produciendo patrones de *speckles*, un conjunto de pequeñas manchas del tamaño del límite de resolución del telescopio, que conservan la información de la estrella antes de ser distorsionada. El campo en estas imágenes es de unos 6'' (segundos de arco: arcsec) con *seeing* de 2,2 arcsec. Unidades en píxeles (80), con una escala 0,076 arcsec/pix.

final de la imagen de una estrella se considera la **PSF** del sistema. No obstante, la imagen final de un sistema no suele ser una **PSF**⁴ debido, como hemos visto, a los problemas de turbulencia.

Esto no supondría mayor problema si no fuera por el efecto que tiene en la calidad de imagen, es decir, en la resolución. El límite de resolución clásico para sistemas ópticos circulares con una **PSF** que tenga la distribución de Airy (Born&Wolf^(BW99) 1959) viene dado por:

$$\theta = 1,22 \frac{\lambda}{D}, \quad (1.5)$$

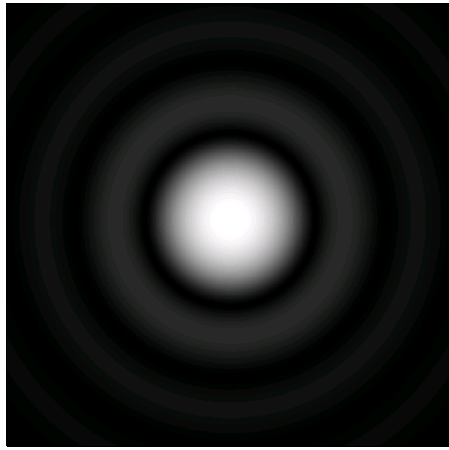
⁴NOTA DE INGENIERÍA: A pesar de que la PSF es una imagen limpia de un objeto transformado por el sistema óptico con sus aberraciones, normalmente en Astronomía se sigue usando el término PSF para la mancha gaussiana final promediada de la superposición de los *speckles* sucesivos en el tiempo de integración. Ver Glosario.

siendo D el diámetro del telescopio y λ la longitud de onda de observación. El límite de resolución θ para telescopios se da de forma angular, ya que es la forma en que se miden las distancias entre objetos astronómicos, al menos desde el punto de vista del apuntado y la observación.

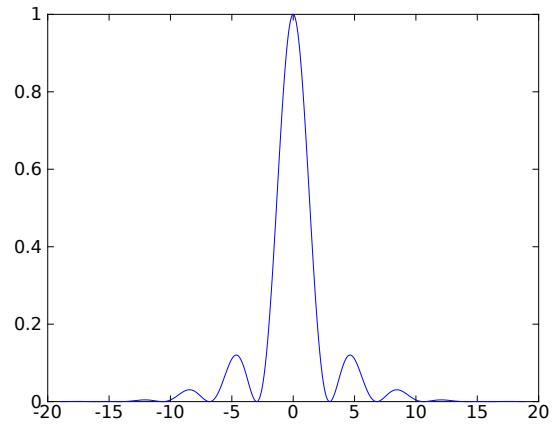
La PSF de la observación terrestre clásica con largas exposiciones es el resultado de la acumulación de las múltiples PSFs deformadas por la turbulencia atmosférica, produciendo una forma extensa con un *Full Width at Half Maximun* [Ancho a Mitad de Altura] (FWHM) varias veces superior al límite de resolución. Estas imágenes tienen un FWHM promedio del orden de $2''$ en la mayoría de los observatorios astronómicos y disminuye hasta los $0,5''$ característico de los mejores observatorios.

Entrando en la teoría del frente de onda, para una estrella, éste se puede considerar plano cuando se acerca a la atmósfera. Para una onda plana, monocromática, con un vector de onda $\mathbf{k}$, podemos describir el campo complejo en la posición $\mathbf{r}$ en un tiempo t , ψ_0 , como:

$$\psi_0(\mathbf{r}, t) = Ae^{i(\phi_0 + 2\pi\nu t + \mathbf{k} \cdot \mathbf{r})} . \quad (1.6)$$



(a) Disco de Airy.



(b) Perfil de Intensidad.

Figura 1.2: (a) Imagen de difracción (de Fraunhofer) de una abertura circular. Se corresponde con la función de Airy, que es una función de Bessel (Ver Gloasrio: Airy). (b) El corte transversal de la función de Airy, no debe confundirse con la función de difracción transversal de una rendija, la cual es: $\text{sinc}^2 x = (\sin(x)/x)^2$. El diámetro del lóbulo central viene dado por la ecuación $\rho = 2,44\lambda \cdot f/D$, siendo D el diámetro de la pupila del telescopio y f la focal efectiva.

Las partes real e imaginaria del campo se corresponden con las componentes del campo eléctrico y magnético. ϕ_0 representa un desfase en la onda, ν la frecuencia de la luz, $\nu = c|\mathbf{k}|/2\pi$, y A es la amplitud del campo.

En este caso el flujo de fotones (energía por unidad de tiempo) es proporcional al cuadrado de la amplitud A , y la fase será la parte compleja de la función de onda ψ_0 . Cuando el frente de onda, como ya se ha dicho, atraviesa las distintas capas atmosféricas se ve perturbado antes de incidir en el telescopio. Si definimos una perturbación infinitesimal en la amplitud del frente de onda $\chi_a(\mathbf{r})$ podemos considerar el frente de onda perturbado:

$$\psi_p(\mathbf{r}) = \left(\chi_a(\mathbf{r}) e^{i\phi_a(\mathbf{r})} \right) \psi_0(\mathbf{r}) , \quad (1.7)$$

donde $\phi_a(\mathbf{r})$ es el cambio en la fase del frente de onda debido a la turbulencia atmosférica. Se ha de notar que $\psi_p(\mathbf{r})$ y $\phi_a(\mathbf{r})$ varían con las fluctuaciones del índice de refracción de la atmósfera en cada punto.

1.3.1. Modelo de Kolmogorov

Una descripción de perturbaciones del frente de onda introducida por la atmósfera la proporciona el modelo de Kolmogorov desarrollado por Tatarski⁽¹⁴⁾ (1961), y se basa en los estudios del matemático ruso André Kolmogorov (Kolmogorov^(12;13) 1941a, b). Este modelo se refuerza en una serie de trabajos experimentales (por ejemplo, Buscher et al. (1995), Nightingale y Buscher (1991), O'Byrne (1988), Colavita et al. (1987))⁽⁴⁷⁾ y es el más utilizado en las simulaciones de imagen astronómica.

El modelo supone que las perturbaciones son debidas a variaciones del índice de refracción de la atmósfera que producen las fluctuaciones de fase en $\phi_a(\mathbf{r})$, mientras que las fluctuaciones en amplitud son un efecto de segundo orden originadas en el trayecto del frente de onda desde la capa de perturbación hasta el telescopio. Hasta ahora, en todos los modelos razonables de la atmósfera, la calidad de la imagen instantánea en las bandas visible e infrarrojo cercano está dominada por las fluctuaciones de fase $\phi_a(\mathbf{r})$. Las fluctuaciones de amplitud $\chi_a(\mathbf{r})$ tienen un efecto despreciable en la estructura de las imágenes en el foco de un telescopio de gran tamaño.

Las fluctuaciones de fase en el modelo de Tatarski se supone que tienen una distribución aleatoria «gaussiana» con una función de estructura de segundo orden con la forma:

$$D_{\phi_a}(\rho) = \left\langle |\phi_a(\mathbf{r}) - \phi_a(\mathbf{r} + \rho)|^2 \right\rangle_{\mathbf{r}} , \quad (1.8)$$

donde $D_{\phi_a}(\rho)$ es la varianza inducida por la atmósfera en la fase entre dos puntos

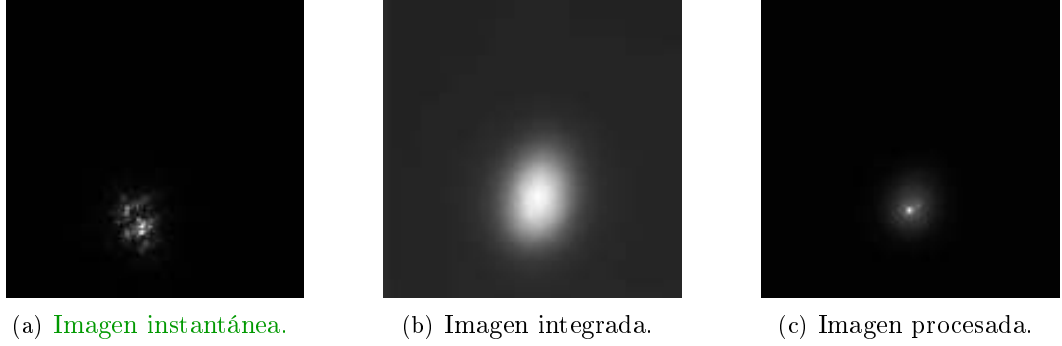


Figura 1.3: Reconstrucción de varias imágenes donde se ve la mancha de seeing instantánea, la integrada y la reducida por *Lucky Imaging*.

del frente de onda separados una distancia ρ en el plano de abertura, y es igual al promedio del grupo.

Como el desfase depende del índice de refracción, suponiendo perturbaciones pequeñas, la ecuación 1.8 se puede escribir como (véase, por ejemplo, Bonet^(Bon99) 1999):

$$D_{\phi_a}(\rho) = 2,91k^2 \frac{\rho^{5/3}}{\cos \zeta} \int C_n^2(h)dh, \quad (1.9)$$

donde k es el número de onda, ζ la distancia al zénit de la dirección de incidencia y h la altura en la atmósfera. C_n es la constante de índice de estructura, que varía con la altura en la atmósfera, la velocidad del viento y la turbulencia en superficie. Fried⁽¹⁸⁾ (1966) calcula el parámetro r_0 :

$$r_0 = \left[0,423k^2 \sec \zeta \int C_n^2(h)dh \right]^{-3/5}, \quad (1.10)$$

o, lo que es lo mismo:

$$r_0 = \frac{1,1654 \cdot 10^{-8} \lambda^{6/5} \sin^{3/5} \eta}{\left[\int_{h_0}^Z C_n^2(h)dh \right]^{3/5}} \text{ m}, \quad (1.11)$$

siendo $C_n^2(h)$ el valor característico o perfil de la turbulencia y η el ángulo de elevación. Y, con ello, la función de estructura de Tatarski⁽¹⁴⁾ (1961) se define habitualmente

en función del parámetro r_0 :

$$D_{\phi_a}(\rho) = 6,88 \left(\frac{|\rho|}{r_0} \right)^{5/3}, \quad (1.12)$$

r_0 es un indicador de la «fuerza» de las fluctuaciones de fase, y se correspondería con la abertura de un telescopio de pupila circular en el que las perturbaciones de la fase pasan a ser limitantes en resolución. Los valores típicos para r_0 en banda I ($\lambda \approx 0,9 \mu\text{m}$) en buenas condiciones de atmósfera son de 200—400 mm y de 10 cm para una longitud de onda de $0,5 \mu\text{m}$.

Longitud de Coherencia

Fried⁽¹⁶⁾ (1965) y Noll⁽¹⁵⁾ (1976) apuntan a que el parámetro r_0 se corresponde también con el diámetro de apertura para el que la varianza σ^2 de la fase del frente de onda promediada sobre la apertura D se hace aproximadamente 1 rad^2 . Esta compensación en el modo de fase (primer término de Zernike⁵ o pistón) permite otra interpretación del parámetro r_0 :

$$\sigma^2 = 1,0299 \left(\frac{D}{r_0} \right)^{5/3}. \quad (1.13)$$

El frente de onda delimitado por esta abertura es fundamentalmente plano a efectos de incidencia en el colector para formar imagen. Por tanto, r_0 representa el tamaño de las regiones coherentes del frente de onda cuando alcanzan la pupila del telescopio. La ecuación 1.13 representa la definición común de la **longitud de coherencia** o parámetro de Fried r_0 . Una interpretación «libre» de este parámetro es el del diámetro de las celdas convectivas que suponemos sobre la abertura del telescopio en las que la distorsión es simplemente una inclinación o tamaño de los trozos en los que se parte el frente de onda, y varía con la longitud de onda como: $r_0 \propto \lambda^{6/5}$, definiendo el *seeing* como el límite de resolución de una celda de coherencia atmosférica:

$$\theta_0 = 1,22 \frac{\lambda}{r_0} \propto \lambda^{-1/5}.$$

Y θ_0 lo medimos en segundos de arco.

⁵Los polinomios de Zernike forman una base infinita de polinomios «ortonormal» en coordenadas polares para puntos dentro del círculo de radio unidad. Una variación de la base permite extender la «ortogonalidad» a un área anular como la pupila de los telescopios con oscurecimiento central. Ver Glosario.

Ángulo isoplanático

El ángulo isoplanático ϕ_0 es el margen angular en el cual una parte del frente de onda mantiene un grado específico de correlación tras atravesar una turbulencia. Los ángulos isoplanáticos para Astronomía suelen ser del orden de 10^{-6} a 10^{-4} rad. Los valores más grandes de ϕ_0 corresponden a ángulos de elevación altos, longitudes de onda grandes y valores pequeños de C_n^2 . ϕ_0 disminuye casi linealmente con la longitud de onda y cae rápidamente para distancias zenitales mayores que 15° .

$$\phi_0 = \left[2,914k^2 \sec^{8/3} \zeta \int_{h_0}^Z C_n^2(h)(h - h_0)^{5/3} dh \right]^{-3/5} \text{ rad} , \quad (1.14)$$

siendo k el número de onda ($2\pi/\lambda$), ζ distancia zenital, λ la longitud de onda (m), h la altura sobre el telescopio y h_0 la altura de la cúpula sobre el nivel del suelo (m). Expresándolo en función del ángulo de elevación, η , queda:

$$\phi_0 = \frac{3,663 \cdot 10^{-9} \lambda^{6/5} \sin^{5/3} \eta}{\left[\int_{h_0}^Z C_n^2(h)(h - h_0)^{5/3} dh \right]^{3/5}} \text{ rad} . \quad (1.15)$$

En la práctica el ángulo isoplanático mide la amplitud de las deformaciones del frente de onda con la altura. Así, la misma deformación del frente de onda a una altura sobre el telescopio baja nos dará un ángulo isoplanático mayor que si esa deformación se produce a una altura grande.

Si consideramos un modelo atmosférico estratificado en multicapas, la integral de la ecuación de altura podemos definirla como una altura promedio ponderada por $C_n^2(h)$:

$$\tilde{h} \sim \left[\frac{\int C_n^2(h)(h - h_0)^{5/3} dh}{\int C_n^2(h) dh} \right]^{3/5} . \quad (1.16)$$

Esta ecuación nos permite hacer la proporción: $\phi_0 \sim \frac{r_0}{h}$.

Típicamente, ϕ_0 es del orden de 2 arcsec (segundos de arco) para una longitud de onda de $0,5 \mu\text{m}$ en el rango visible para observatorios entre 0 y 5000 m sobre el nivel del mar con un ángulo de elevación mayor que 45° y una altura real de las turbulencias de $Z = 20 \text{ km}$ sobre el observatorio (Fuensalida⁽³⁵⁾ 2004). El régimen laminar sobre el mar o sobre las capas de inversión de nubes en las islas favorece las condiciones para ampliar el ángulo isoplanático hasta los 4 o 7 arcsec en los Observatorios del Teide (OT) y el Roque de los Muchachos (ORM) (Fuensalida⁽³⁶⁾ 2009).

Tiempo de coherencia

La característica temporal de la turbulencia, tiempo de coherencia, se define mediante una constante crítica de tiempo, τ_0 , que corresponde al tiempo de respuesta necesario para reducir los efectos de la turbulencia. El valor de τ_0 está relacionado con un parámetro de frecuencia comúnmente utilizado, f_G . La relación entre los parámetros es inversamente proporcional, esto es, $\tau_0 = 1/f_G$. El método que se describe a continuación puede utilizarse para calcular τ_0 para trayectorias oblicuas con ángulos de elevación mayores que 45° .

La dependencia de la turbulencia atmosférica con la velocidad del viento horizontal en función de la altura $v(h)$ se puede aproximar por:

$$v(h) = v_g + 30 \exp\left(-\frac{h - 9400}{4800}\right)^2 \text{ m/s} , \quad (1.17)$$

siendo v_g la velocidad del viento en el observatorio y h la altura sobre el suelo en metros.

Siguiendo con el modelo de estructura, la turbulencia integrada ponderada por el viento se expresa como:

$$v_{5/3} = \int_{h_0}^Z C_n^2(h) [v(h)]^{5/3} dh \text{ m}^2/\text{s}^{5/3} , \quad (1.18)$$

donde $C_n^2(h)$ es el perfil de turbulencia ($\text{m}^2/3$), h_0 la altura de la abertura del telescopio, h la altura considerada sobre el suelo y Z la altura real de las turbulencias ($\sim 20 \text{ km}$).

Con todo ello, la ecuación del tiempo de coherencia la escribimos como:

$$\tau_0 = \frac{2,729 \cdot 10^{-8} \lambda^{6/5} \sin^{3/5} \eta}{v_{5/3}^{3/5}} \text{ s} , \quad (1.19)$$

siendo η el ángulo de elevación de la dirección de observación.

También podemos definir una velocidad media del viento ponderada de la turbulencia $\tilde{v}$, de modo que se obtiene (con $v(h)$ y $C_n^2(h)$ constantes) de nuevo una proporción del tipo $\tau_0 \sim \frac{r_0}{\tilde{v}}$.

De esta relación se deduce que a mayor turbulencia, o mayor velocidad del viento, el tiempo de coherencia es menor. Y, típicamente, estos valores nos dan que, para una longitud de onda de $0,5 \mu\text{m}$, el tiempo de coherencia de la atmósfera en calma es $\tau_0 \simeq 5 \text{ ms}$. Una regla nemotécnica usada por los astrónomos de Óptica Adaptativa

establece que, para una longitud de coherencia de 10 cm, con una velocidad del viento de 10 m/s, el tiempo de coherencia es de 10 ms.

Las revisiones previas de los parámetros característicos de la turbulencia atmosférica marcan un patrón relevante por el que se tiende a no discutir su potencial validez. Mostramos, a modo de resumen, las principales propiedades de estos parámetros en la tabla 1.1:

$r_0 \sim \frac{\lambda^{6/5}}{\Sigma C_n^2}$	$r_0 \propto \lambda^{6/5}$
$\phi_0 \sim \frac{r_0}{h}$	$\phi_0 \propto \lambda^{6/5}$
$\tau_0 \sim \frac{r_0}{v}$	$\tau_0 \propto \lambda^{6/5}$

Tabla 1.1: Relaciones de los parámetros que definen la turbulencia atmosférica según el modelo de estructuración elaborado por Tatarski a partir del modelo de Kolmogorov: longitud de coherencia (parámetro de Fried), ángulo isoplanático y tiempo de coherencia.

1.4. Control de la calidad atmosférica

La troposfera es la capa de la atmósfera terrestre donde se concentra hasta el 80 % de la masa atmosférica. Sólo nubes estratosféricas aparecen en regiones polares. Ésta es la capa que se considera responsable del *seeing* como perturbador de la limpia observación astronómica desde observatorios en la superficie de la Tierra.

Para el *seeing* se definen tres zonas o alturas de influencia. La primera de ellas es la capa de cúpula, refiriéndonos a las perturbaciones que se producen por turbulencias alrededor del edificio del telescopio. Se corrigen con la Óptica Adaptativa de pupila. Esta capa se considera la más importante y se estima que llega hasta 600 – 900 m de altura sobre el nivel del telescopio.

Sobre cada observatorio se estratifica la atmósfera dependiendo de la orografía, humedad o flora de superficie que condicionan la capa inferior de la atmósfera. Durante el día, en observaciones solares, es el tubo del haz el que está sufriendo un cambio continuo en su configuración atmosférica. La temperatura varía al ir avanzando la línea de observación y es precisamente más cerca del telescopio donde más se concentra el calentamiento que afecta a la capa más baja, generando burbujas convectivas calientes que ascienden y perturban las proximidades de la cúpula. Durante la no-

che la misma capa disipa y pierde temperatura, generando de nuevo movimientos convectivos ascendentes del aire más caliente próximo al suelo.

Es, por tanto, en la capa más baja o capa de cúpula (la más densa además) donde se producen los movimientos convectivos de la atmósfera y que se consideran responsables de los efectos más fuertes del *seeing*, principalmente el movimiento de imagen u oscilación.

No obstante, existen otras zonas en las que la atmósfera tiene comportamientos específicos o propios y que, aunque dependen del observatorio, están ya a alturas en las que la influencia se circunscribe a efectos más globales, como son los pasillos o corredores de tormentas (zona de los rayos horizontales) con nubes altas, húmedas y muy frías y donde se generan choques térmicos. Los efectos convectivos ascendentes de la atmósfera pierden preponderancia en favor de efectos más laminares pero que producen variaciones en el índice de refracción debido a fluctuaciones más horizontales de temperatura o densidad. En capas más altas todavía, hacia la tropopausa (separación entre la troposfera y la estratosfera), los efectos son debidos a la instalación de capas de inversión y donde la densidad atmosférica es ya muy pequeña. Se considera que aquí la humedad es baja y existen cristales de hielo que son responsables del esparcimiento de la luz.

En la baja atmósfera los fenómenos convectivos tienen gran importancia y generan turbulencias responsables de la oscilación del *seeing*. A media altura, 2 a 9 km, las corrientes horizontales térmicas producen efectos de centelleo. Y los cambios más aislados de densidad en capas alrededor de 12 a 25 km tienen consecuencia en el emborronamiento de la imagen, no tanto por generar *speckle* sino por esparcir, o difundir, la luz al dividir el frente de onda más homogéneo que penetra en la atmósfera.

La situación y efectos de estas capas es ampliamente discutida y la consideración de sus efectos, así como el número y posición de las capas, no es asumida de igual modo por todos los autores (Haqq-Misra⁽²²⁾ 2010 y Cho⁽²³⁾ 1996). Ello, junto a que no se ha probado que ningún sistema de MCAO (del inglés Multi-Conjugate Adaptive Optics) produzca un efecto realmente valorable por el momento⁶, nos hace considerar que algunas de las cuestiones respecto a la corrección secuencial, secuencial inversa o residual de las que se habla cuando se consideran sistemas de este tipo no sean demasiado fiables todavía.

La Astronomía solar tiene un punto de vista y una valoración del funcionamiento

⁶Los resultados obtenidos desde 2005 con sistemas MCAO (GeMs, Gemini Multi-Conjugate Adaptive Optics System y MAD en VLT: Multi-Conjugate Adaptive Optics Demonstrator, al igual que otros) han funcionado, pero se discute si es un efecto de la conjugación de capas o del múltiple muestreo de la atmósfera, y por tanto con corrección de campo.

y dinámica de las capas diferente a la Astronomía nocturna. Ello es lógico, ya que la observación del Sol se produce a través del tubo de perturbación, responsable de todo tipo de cambios atmosféricos, debido a que el calentamiento por el Sol de la atmósfera que influye en la observación se produce justo en la línea de su posición. La atmósfera nocturna, en cambio, es disipativa y abierta, y la línea de observación varía de un objeto a otro, y con ella las capas de perturbación.

1.4.1. Caracterización de la atmósfera

Los telescopios se hacen cada vez más grandes y el efecto del *seeing* es más importante. Poco sentido tendría ir a colectores de gran diámetro y gran capacidad resolutive si la calidad de imagen no va a superar a la de un telescopio de 1 m. Para mejorar la calidad de la imagen se recurre a distintas técnicas, pero para poder aplicarlas (o, al menos, la más adecuada) es fundamental conocer el problema y controlarlo. Como no todos los lugares son igual de apropiados para la observación astronómica, lo que es realmente importante es la buena caracterización de un lugar y observatorio.

Para poder controlar el *seeing* es importante medirlo. Caracterizar un observatorio es una labor de largo tiempo, de modo que se puedan contar los más variados efectos y situaciones atmosféricas posibles. En general, se considera que existen unos treinta parámetros diferentes que caracterizan perfectamente a un observatorio aunque, por supuesto, resulta prácticamente imposible medirlos todos.

Se han desarrollado numerosos sistemas capaces de medir distintos parámetros del *seeing* de un lugar. Los llamados “monitores de *seeing*” funcionan bajo la premisa de comparar fundamentalmente la imagen obtenida por un mismo telescopio, con dos aberturas lo más separadas posible, de una estrella y medir la distancia entre los máximos obtenidos.

Si el *seeing* fuese cero, las dos aberturas producirían una única imagen en el foco del telescopio. Pero, a medida que el *seeing* aumenta el pandeo del frente de onda, éste se hace más marcado y cada abertura tiende a producir una imagen separada (es como seleccionar dos porciones de un frente de onda, produciendo dos *speckles* bien separados y midiendo la distancia entre ellos). Esa distancia convertida por la escala de imagen da el arco de separación que define el *seeing*. En un lugar a nivel del mar en condiciones de observación el *seeing* típico puede rondar los 3 arcsec. En una montaña en las mismas condiciones será de 2 arcsec. Un observatorio astronómico será un lugar con un *seeing* típico de 1 arcsec. Y un buen observatorio astronómico tendrá un *seeing* por debajo de ese valor. Los grandes observatorios del mundo (Teide, Roque

de los Muchachos, Mauna Kea, La Silla, Las Campanas, Cerro Tololo, Paranal,...) tienen además un muy alto porcentaje de noches limpias con *seeing* del orden de 0,5 arcsec o mejor (Ver, por ejemplo, <http://www.iac.es/proyecto/site-testing/> para mediciones del *seeing* nocturno y el vapor de agua en los Observatorios de Canarias). De hecho, el valor promedio del *seeing* en OT y ORM está entre 0,7 y 0,75.

DIMMA, MASS-DIMM, SCIDAR, SODAR o SHABAR son algunos de los nombres de medidores de *seeing* que se están utilizando y estandarizando para evaluar y caracterizar el *seeing* de los grandes observatorios. Cada uno incide en ciertos factores del *seeing* o implementa características especiales para obtener valores del *seeing* del modo más homogéneo o coherente posible.

Pero ahí no termina el asunto. Mediciones de la estructura de las capas de sodio, indicaciones de la cantidad de vapor de agua, cálculos de los valores del fondo del cielo, correlaciones con los datos meteorológicos en numerosas bandas simultáneamente, estimaciones de la extinción, etc., son algunas de las cantidades necesarias hoy en día para determinar la bondad de un observatorio de primer orden mundial (Varela⁽³⁹⁾ 2008). Asimismo, estas medidas serán cruciales a la hora de establecer dónde se situarán las nuevas macro-instalaciones, no sólo decidiendo qué observatorio será el elegido, sino también cuál es el mejor sitio de dicho observatorio para la construcción (Vernin⁽⁴⁰⁾ 2011).

1.5. Telescopios

Aparte de la atmósfera, hay más factores que afectan y deforman el frente de onda antes de llegar al detector. El primero es el telescopio. En los telescopios estándar, con configuración Cassegrain, normalmente la pupila se sitúa en el espejo primario. Es pues esta superficie la que recibe el frente de onda que colectamos. Toda la información del objeto observado que podamos recabar está en esa primera reflexión.

Una propiedad característica de los espejos es que el frente de onda reflejado duplica los retrasos producidos en la superficie del espejo⁷, ya sea por defectos de pulido o por deformaciones del espejo (presión, tracción, temperatura o apoyo). Cualquier defecto en esa superficie afecta a la imagen final y, como mencionamos, los defectos

⁷Si consideramos un frente de onda plano incidiendo sobre un espejo con un pequeño escalón, mientras el frente de onda invierte su sentido en la superficie del espejo la parte sobre el escalón todavía avanza, y para cuando se refleja en el escalón el frente de onda base ya lleva reflejado una distancia igual a la del escalón. Cuando el reflejo en el escalón recupera la posición de la base especular el frente de onda ya estará a una distancia igual a dos veces el escalón.

uplican su influencia en la fase del frente de onda.

El espejo primario se ve afectado por numerosos parámetros y factores que tienden a deformarlo de algún modo.

Primero debemos pensar en que este espejo está soportado por una serie de apoyos discretos. Estos apoyos intentan uniformizar las deformaciones que sufre el espejo por su propio peso pero, aun así, en los espacios entre ellos el vidrio se hunde. Las ballestas que actúan sobre los apoyos como precarga varían su tensión y su fuerza con efectos como la temperatura. Los cambios de temperatura del día a la noche afectan no sólo a estas ballestas y apoyos sino también a la propia masa y forma del espejo, y a la estructura soporte global del telescopio.

Para ello, en las cúpulas se suelen instalar ventiladores y ventanas que facilitan la circulación del aire con el exterior para ayudar a uniformizar las temperaturas. Ello no sólo facilita el equilibrio térmico del telescopio sino que se evitan efectos de turbulencia en el tubo y en la ventana de observación de la cúpula. Un cambio durante la observación puede llegar a ser peor que una deformación estática. En los modernos y grandes telescopios se instalan incluso sistemas de aire acondicionado que actúan durante el día para evitar que la cúpula, y por tanto las estructuras, se calienten, de modo que las variaciones térmicas sean menores. Además, al atardecer se abren las ventanas y entran en funcionamiento los ventiladores que tratan de equilibrar la temperatura con el exterior.

Aparte de los apoyos y los sistemas de precarga, la propia orientación del telescopio y, por tanto, la inclinación del espejo generan tensiones por presión sobre unos apoyos y tracción sobre otros, que se transmiten a la superficie del espejo y se traducen en deformaciones que modifican el frente de onda.

Los espejos primarios formados a su vez por varios segmentos (como los de los telescopios GTC, Keck, Subaru, etc.) sufren algunos de estos efectos en modo y grado distinto. Por un lado, los segmentos son menos pesados y llevan sistemas individuales y activos de compensación de forma y posición. Y, por otro lado, esa cualidad y ligereza los hace más sensibles a cambios térmicos o problemas de apoyo. También notan más los efectos de corrientes que se generan por causa del viento, ya que por efecto Venturi se produce una bajada de presión en la ventana de la cúpula y se origina un vacío justo en el tubo del telescopio que agita los segmentos de modos incontrolables e impredecibles que no son fáciles de corregir por los sistemas activos.

En la mayoría de los telescopios el viento es un problema ya que, aunque no se agite el primario como tal, se generan turbulencias que mueven la estructura del telescopio, al menos la boca del tubo, justo donde está el secundario. Ello

produce también otro efecto, pues el secundario actúa ópticamente como una palanca alargando la focal del sistema, y de la misma forma pequeños movimientos o vibraciones del secundario aparecen multiplicadas en el plano focal.

Los efectos térmicos son de especial interés en lo que se refiere a la posición del espejo secundario, justamente por lo notorios que se hacen al transmitir las más grandes variaciones en la longitud de la estructura al ser una dependencia lineal de la temperatura. Además, como las estructuras suelen ser metálicas, la transmisión térmica es muy rápida y eficaz, produciendo por ese efecto palanca una variación de distancia focal y, por tanto, un desenfoque en el plano focal del telescopio. Es por ello normal tener que ir corrigiendo el foco del telescopio a lo largo de una noche.

Otra alteración que ocurre sobre el secundario es el desalineamiento que se genera por la flexión del tubo del telescopio en el apuntado a objetos alejados del zenit, ya que se produce una caída del espejo secundario (se dobla el tubo en la parte alta por el peso de la estructura del secundario) que le ocasiona una variación en el centrado y en la inclinación con respecto al eje del telescopio, lo que implica un desalineado de la óptica.

La calidad del frente de onda que forma la imagen se ve perturbada también por el seguimiento, es decir, el efecto de oscilación que sucede al ir moviéndose el telescopio mientras sigue al objeto apuntado. Siempre hay pequeños desajustes en la exacta orientación de la montura del telescopio y, aunque no es grave, se requiere que los movimientos de los ejes del telescopio compensen esos desajustes y, por tanto, se van produciendo aceleraciones y paros en cada eje para mantener el objeto en su sitio. Este efecto se nota mucho más en telescopios con monturas altacimutales ya que los dos ejes tienen que actuar siempre y mucho más rápido cuanto más cerca del zenit.

Finalmente, la estructura soporte de los instrumentos también flexa por el peso de estos y, salvo en sistemas estáticos, sobre una mesa en focos Nasmyth o Coudé⁸, el movimiento del foco que se produce por esto es uno de los más difíciles de evitar, al menos para instrumentos alargados que llevan el eje óptico lejos del plano focal del telescopio.

No es de extrañar entonces que sea un requerimiento muy importante el mantener

⁸“Le plan focale d'un télescope équatorial peut être coudée et il s'appelle le foyer coudé”. El plano focal de un telescopio ecuatorial puede ser acodado y se llama el foco coudé. Coudée significa doblado, inclinado o acodado. Coudé es más bien angulado o en ángulo.

el alineado del telescopio en las mejores condiciones posibles a fin de que todas estas perturbaciones tengan mínimas consecuencias o su influencia no sea un problema.

Existe un concepto que se utiliza en la estimación de la bondad de un sistema completo valorando la calidad de la imagen. Nos referimos al cociente entre la intensidad máxima obtenida para la imagen de un punto frente a la intensidad teórica de su imagen de difracción. Llamamos coeficiente o [relación de Strehl](#)⁹ a este valor:

$$SR = \frac{I}{I_0} . \quad (1.20)$$

Valor que no depende sólo de la calidad de la pupila o superficies ópticas; el factor transmisión o *throughput* es un condicionante importante. En numerosas ocasiones, aunque estemos dentro de (alcancemos) la imagen de difracción, la relación de Strehl es relativamente baja, del orden del 20 – 30 %. Ello es debido a la calidad del frente de onda que llega a la pupila de entrada y a defectos de alineado o de reflectividad/transmisividad de la óptica. Por muy bien pulida y aluminizada que tengamos una superficie, el polvo, defectos de adherencia, inhomogeneidades de los vidrios y, en definitiva, las mínimas irregularidades que están dentro de las tolerancias, reducen la energía capaz de concentrar el sistema dentro del disco de difracción. Éste puede ser muy nítido y del diámetro apropiado, pero desvía parte de la energía a los lóbulos secundarios del disco de difracción o, incluso, ni siquiera eso, parte de la energía se pierde por el camino como luz difusa y absorciones.

Esto es algo que tenemos muy en cuenta cuando valoramos el alineado de un telescopio. Relaciones de Strehl por encima del 25 % indican que se alcanza el entorno del diseño con las aberraciones minimizadas. El 30 % nos dice que ya rondamos un alineado y calidad del límite de difracción. Y con relaciones de Strehl por encima del 36 % decimos que ya no se puede hacer más en cuestión de alineado (un telescopio con un primario con calidad de pulido $rms^{10} \sim \lambda/8$ producirá una imagen con un Strehl del 47 %). Para aumentar ese factor se necesitaría mejorar el pulido de las superficies, limpiarlas y eliminar las inhomogeneidades, etc.

En cualquier caso, para un telescopio, es muy difícil que veamos números altos. Aunque usamos sistemas de [Sensor de Frente de Onda](#) [[Wavefront Sensor](#), WFS]

⁹No queda claro si este valor se refiere al valor del máximo en cada caso o a la energía contenida en el primer anillo. Se usa el valor del máximo como la referencia (teórica, normalizada) pero, de hecho, no ha habido demasiadas opciones de medirla correctamente ya que probablemente hayamos sido nosotros, con FastCam, de los primeros en muestrear suficientemente la PSF de difracción de un telescopio en tierra para poder estimar realmente estos valores. No obstante, la definición y la valoración se viene utilizando desde mediados del siglo pasado. Ver Glosario.

¹⁰[root mean square](#) [raíz cuadrática media] (*rms*)

(SFO) (Sec. 2.1) para alinear el telescopio, dependemos del frente de onda de la estrella de referencia. Y, aunque se hace una integración suficiente para promediar el frente de onda sobre la pupila y evitar los factores que pueden depender de él, existen problemas con la cantidad o concentración de luz que es capaz de dar la atmósfera en el área de un telescopio de tamaño considerable. El *seeing* difícilmente nos dejará tener una gaussiana suficientemente *fin*a como para que el sistema dé análisis de errores de correlación apropiadamente bajos como para valorar una concentración de energía alta o, equivalentemente, la dispersión de ésta tan baja como se requeriría. Es decir, la atmósfera es un limitante incluso para sistemas perfectos.

El mantenimiento del telescopio en óptimas condiciones de operación es un servicio que garantiza un valor mínimo de su coeficiente de Strehl a fin de ofrecer las máximas capacidades posibles a cualquier usuario. La verificación periódica del alineado y una política de limpieza y realuminizados ajustada harán que el telescopio mantenga una relación de Strehl alta.

1.6. Instrumentos

La calidad de imagen finalmente siempre depende del instrumento que se use. La óptica de escalado que permite llevar el campo del telescopio al detector es el condicionante último. Se puede hacer un sistema óptico con muy buena o solamente buena calidad óptica. Todo dependerá de los requerimientos y de lo que estemos dispuestos a invertir.

No será práctico invertir en un sistema que no va a tener nunca la posibilidad de dar una calidad de imagen suficientemente buena, es decir, si la escala de imagen nunca va a permitir alcanzar muestreo suficiente, por ejemplo si el campo requerido produce una escala de muestreo del mismo orden que el *seeing* (e.g. 0,5 arcsec/pix).

Hay que considerar que realmente en los telescopios de gran tamaño el campo lineal del telescopio es muy grande y, normalmente, se requieren escalados de imagen apropiados para aprovechar los detectores que existen, además de ajustar el muestreo al tamaño de píxel.

Los sistemas ópticos degradan siempre el frente de onda. Los materiales no son perfectos, así como los pulidos tampoco lo son. Finalmente, los diseños tampoco son perfectos, ya que se realizan siguiendo unas especificaciones para conseguir unos ciertos requerimientos. En general, no se pide alcanzar el límite de difracción (esto es

algo muy poco usual) y en las tareas más cotidianas los requerimientos sólo necesitan una calidad de imagen suficiente como para ampliar o reducir una imagen dentro de un margen. Pero, aun así, los diseños adolecerán de aberraciones. Las aberraciones son distintos comportamientos que se fuerzan sobre los frentes onda debido a las curvaturas y constricciones que requieren los elementos ópticos: lentes, espejos, prismas, filtros, etc.

Los frentes de onda que atraviesan una lente recorren un distinto camino óptico por el centro que por los bordes y, si además corresponden a puntos fuera del eje, estos efectos son asimétricos. Esas asimetrías y diferencias de camino óptico dan lugar a errores de convergencia o distorsionan la equivalencia de puntos fuera del eje con respecto a los que están más próximos a éste. La óptica geométrica define una teoría paraxial donde el estudio de la formación de imagen responde a ecuaciones matemáticas simples. La óptica real produce aberraciones: esférica, coma, astigmatismo, distorsión y curvatura de campo son las aberraciones clásicas, de tercer orden o [aberraciones de Seidel](#). La cromática es otro conjunto de aberraciones que aparecen debido a la dependencia del índice de refracción de los vidrios con la longitud de onda.

El diseño de la óptica de un instrumento lleva implícito que se minimizan las aberraciones a un nivel tolerable por los requerimientos del sistema. Pero, aun así, hay que contar con el montaje de esos elementos ópticos. El Diseño Óptico define unas tolerancias de fabricación, que le exigimos a los fabricantes, y unas tolerancias de montaje, que referidos a los subsistemas podemos requerir del fabricante, y que, en el caso más general del ajuste y acoplamiento de los varios subsistemas, debemos exigir al proceso de alineado e integración. Y, para ello, el diseño mecánico ha de tener en cuenta el «presupuesto de errores» que se desprende de las especificaciones del sistema, los requerimientos del Diseño Óptico y las tolerancias aceptables por éste.

Cuando el instrumento se alinea e integra se va también verificando que se cumplen los requerimientos y que las características ópticas no se pierden debido a la propia montura. Estas monturas sufren deformaciones ocasionadas por la estructura y la masa de los componentes ópticos que se ven sometidos a distintas orientaciones y condiciones al situarse en un telescopio. La estabilidad frente a movimientos, ya sean de apuntado o de seguimiento, debe ser verificada para garantizar que es repetitiva y dentro de las especificaciones.

La temperatura es otra causa de deformaciones. La temperatura cambia del día a la noche y durante ésta, y más de una época del año a otra, de modo que los

instrumentos pueden sufrir cambios de configuración o deformaciones debido a dichas variaciones de temperatura. Éstas se pueden tener en cuenta en el diseño de las monturas de modo que se compensen y se dé un funcionamiento aceptable en el rango requerido. Otras veces se hace un diseño atermalizado, ya sea por vacío o por inserción de aire o gas a una temperatura dada, de modo que el sistema trabaje en unas condiciones estables de temperatura. Y, en ocasiones, la propia configuración del trabajo obliga a un diseño criogénico para evitar contribuciones de señal debido a emisión térmica, como es el caso de observación infrarroja a partir de $1,8 \mu\text{m}$.

Es misión del diseño, óptico y mecánico, configurar los sistemas de modo que funcionen en las condiciones especificadas para conseguir minimizar deformaciones y desalineados que sobrepasen los límites tolerados y se produzcan aberraciones en las imágenes que llegan al detector.

Existen, no obstante, una serie de problemas asociados a la óptica que no podemos considerar aberraciones, ya que no deforman el frente de onda de la imagen. Son ruidos que pueden aparecer en la imagen o en el detector debidos a luz no deseada. Esto implica, en lo que se refiere al detector, una pérdida de contraste en la imagen al aumentar el nivel de fondo. Se pueden englobar en cuatro grupos: 1) fondo, ocasionado por luces cercanas al detector; 2) luz difusa, generada en nuestro sistema óptico por haces demasiado abiertos, desviaciones, elementos difractivos, etc.; 3) reflejos, por luz propia que se desvía del camino óptico o por luz ajena que llega sin pasar por el sistema óptico; y 4) fantasmas, imágenes que aparecen superpuestas o cerca de los objetos que observamos.

Los elementos ópticos más propensos a producir contaminación luminosa son los vidrios con superficies planas o difractivas: prismas, divisores de haz, filtros, redes de difracción y similares. Los detectores, también elementos complicados en este aspecto, son superficies básicamente planas con píxeles, que actúan como una matriz dispersiva. Los materiales de los detectores son altamente reflectivos, por lo que su presencia introduce un riesgo enorme de generar fantasmas en el sistema.

Finalmente, están los ruidos o señales propias del sistema de detección: corriente de *bias*, corriente de oscuridad, respuesta y fondo. En general, estos ruidos son fácilmente medibles y calibrables.

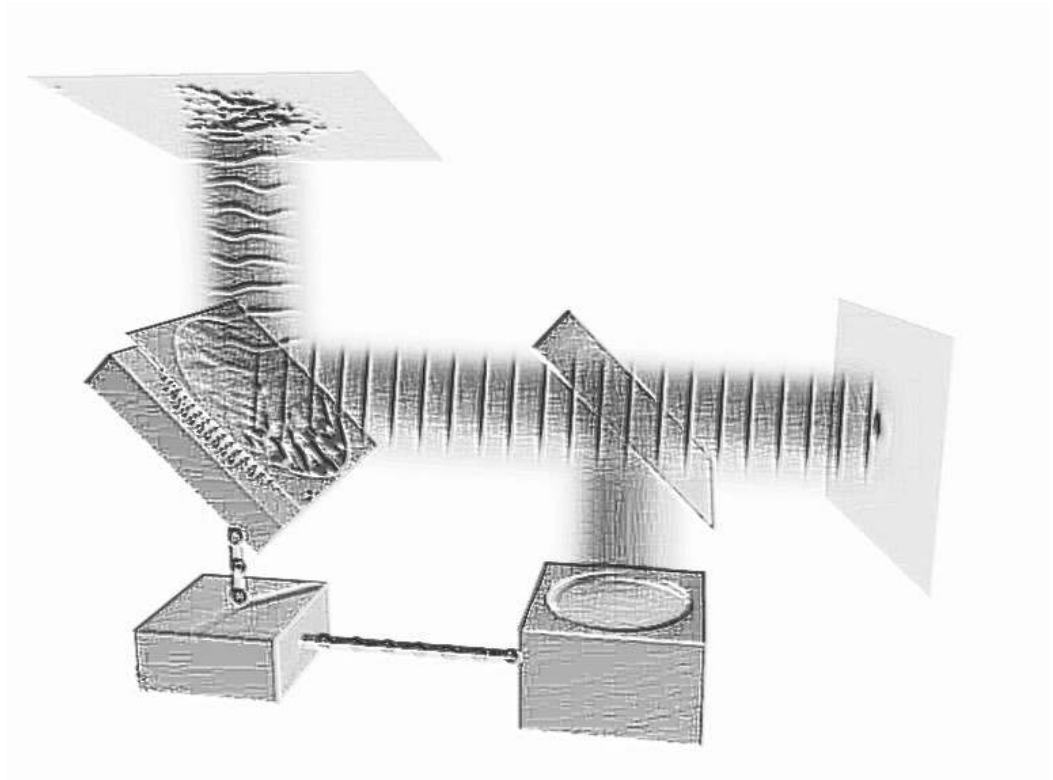
En resumen, existen infinidad de factores que contribuyen a deteriorar la calidad de las imágenes que se reciben en los telescopios/instrumentos/experimentos astronómicos. El estudio de estos factores y, fundamentalmente, su eliminación constituyen la piedra angular sobre la que se basa la Astrofísica del siglo XXI, por lo que los esfuerzos dedicados para ello son absolutamente ingentes.

2

La técnica

*El experimentador que no sabe lo que está
buscando no comprenderá lo que encuentra.*

Claude Bernard (1813-1878). Fisiólogo francés.



Cuando nos enfrentamos al diseño de un instrumento lo hacemos inicialmente atendiendo a un objetivo científico. El proponente científico, investigador principal del proyecto y que normalmente se responsabiliza de la propuesta y pone su curriculum y trayectoria para conseguir la aprobación y ejecución de la idea, generalmente plantea una serie de cuestiones previas acerca de la viabilidad práctica del asunto. Si las respuestas en una reunión de valoración (o encuestas en el pasillo y la cafetería) le confirman la posibilidad real de hacer un instrumento para su proyecto, a la hora de proponer la realización del mismo se ve obligado a identificar y valorar los requerimientos científicos. En el caso de la Astrofísica, esto tiene que ver con magnitud límite (nivel de luz, irradiancia o brillo a detectar), rango espectral, precisiones de apuntado y seguimiento, movimiento máximo de la imagen, calidad y escala de esa imagen y, por supuesto, el campo que se quiere cubrir. Asimismo, hay que identificar los ruidos que se pueden controlar astrométricamente y el máximo permitido de ruidos de detección, lectura y adquisición, etc.

La mayoría de los condicionantes científicos tiene una traslación directa y el astrónomo, en este caso, es capaz de definir los parámetros técnicos necesarios: [CCD](#) a utilizar y número de píxeles en el campo, escala de placa, resolución en energía por píxel o número de píxeles por PSF, flujos necesarios, tiempos, ruidos, etc. Pero es el equipo de apoyo técnico el que normalmente convierte y especifica los parámetros de ingeniería que ha de satisfacer un diseño, condicionando habitualmente las valoraciones de carácter puramente teórico o de cálculo. La experiencia acumulada (ver [Apéndice C](#)) indica que el principal dato a corregir suele estar en la incompatibilidad entre tamaño del detector, tamaño de píxel y sensibilidad, que afecta a tiempos y ruidos, con el campo, calidad de imagen, magnitud y banda de trabajo, etc.

Los detectores están limitados a lo que existe en cada momento en el mercado y, salvo casos excepcionales donde se plantean proyectos a largo plazo (EST para 2019, E-ELT para 2020 y sus instrumentos, para los cuales están considerándose los desarrollos de detectores y otros muchos sistemas todavía hoy no resueltos), hay que trabajar basándonos en ellos.

A continuación tiene efecto la consideración de masas y volúmenes de la óptica y, por tanto, de la mecánica. Para grandes telescopios los campos que se requieren, por pequeños que sean, ocupan mucha superficie en plano focal, y eso lleva a sistemas ópticos de gran diámetro, lo que suele conllevar longitudes focales largas y, por consiguiente, volúmenes grandes. Si además hablamos de [IR](#), las masas y los volúmenes

se multiplican.

En cualquier caso, los requerimientos y especificaciones del instrumento lo que han de definir son las características concretas que al final permitan alcanzar los resultados buscados cuando se ideó. El problema está, como vimos en el capítulo anterior, en que tanto la atmósfera como el telescopio y el propio instrumento contribuyen a degradar la calidad de la imagen detectada. En este capítulo profundizaremos en lo que se está haciendo actualmente en cuestiones de telescopios e instrumentos para contribuir a la mejora de la calidad de la imagen, y finalmente los desarrollos para luchar contra las perturbaciones atmosféricas.

Ya vimos cómo actúa la atmósfera. El telescopio y el instrumento se deforman y tienen tolerancias de fabricación que marcan los límites mecánicos de estabilidad y precisión. Además, la óptica, aparte de las deformaciones y desalineados que sufre a causa de sus soportes, adolecerá de un cierto grado de degeneración del haz de luz que transforma, lo que en su conjunto conocemos como aberraciones, y que degradarán la imagen que finalmente llega al detector. Y ello independientemente de las deformaciones activas de la estructura que la soporta, ya sea por parte del telescopio como del instrumento.

2.1. Alineado de telescopios

El primer paso que se puede y se debe dar para posibilitar la mejor calidad de una observación es mantener el óptimo funcionamiento del telescopio. Esto significa, una vez que el sistema ya está construido y montado, que hay que mantenerlo en el mejor estado de alineado, limpieza y seguimiento. El seguimiento es una cuestión del buen ajuste de la mecánica, un adecuado mapa de apuntado y un *software* que actúe sobre el sistema de control para modificar la velocidad de seguimiento con el fin de evitar aceleraciones o paradas y arranques bruscos que de un modo u otro transmiten vibraciones a la estructura.

La limpieza es una cuestión periódica y metódica que puede representar mejoras de hasta el 80 % en la reflectividad de los espejos cuando están recién aluminizados, frente a las condiciones en que llegan a estar después de uno o dos años acumulando polvo que, además, se fija con la humedad.

El alineado del telescopio es una tarea más activa y de periodicidad corta. Los modernos telescopios llevan integrados sistemas de alineado que se revisan periódicamente, pero los telescopios más antiguos requieren que se verifique su estado de alineamiento y, por tanto, su calidad de imagen de un modo rutinario. Los movimien-

tos angulares afectan a la pupila y producen inclinación del eje en plano focal. Los descentrados de ejes afectan al campo y producen *viñeteo* de la pupila.

Sin embargo, no es tan habitual el que un telescopio se desalinee. Los telescopios de espejo primario monolítico de gran o pequeño tamaño tienen una cierta inercia a mantenerse estables porque, o bien no sufren demasiadas cargas o las resisten con facilidad. Son los telescopios intermedios, fundamentalmente con montura ecuatorial, los que son susceptibles de descompensarse. Los altazimutales son mucho más estables y rígidos y, además, suelen tener focos Nasmyth que independizan la carga de la estructura del tubo. En caso de usar foco Cassegrain, lo habitual es que tengan un instrumento fijo en esa posición, con lo que no influye a la hora de modificar cargas sobre los soportes del espejo o el eje de giro del tubo.

Son, efectivamente, la carga y los contrapesos que se reparten en la estructura del tubo los que, al cambiar de posición para distintos instrumentos, modifican el reparto de cargas y deformaciones, que se transmiten a la estructura soporte de los espejos en el tubo. Estos problemas afectan, por tanto, a telescopios ecuatoriales profesionales de entre uno y 3 metros.

El aro porta-equipos es una estructura que pretende estar lo más rígidamente ligada al soporte del espejo primario a fin de compartir el mismo eje en todas las posiciones y orientaciones. Normalmente, los diferentes instrumentos que se cuelgan de este aro tienen el plano focal próximo a la posición del foco del telescopio, ya que éste es un condicionante dimensional y de trabajo. Sin embargo, dependiendo de la configuración del instrumento, el centro de gravedad puede variar mucho. Para compensar este desplazamiento se distribuyen distintos contrapesos en el tubo que permitirán que el telescopio apunte y mantenga el seguimiento de forma coherente. Son precisamente las cargas que generan por gravedad el instrumento y el espejo las que fuerzan los apoyos del primario, de un modo diferente según el instrumento y la orientación del telescopio. Igualmente, la propia estructura de tubo y la relativamente ligera estructura soporte de un secundario de tamaño medio también pueden verse afectadas por los distintos contrapesos, inclinaciones y orientaciones, haciendo que el secundario se pueda descentrar o torsionar más de la cuenta.

El alineado de un telescopio es conceptualmente una tarea sencilla, y desde antiguo existen técnicas y métodos para alinear con mucha precisión los espejos de un telescopio Cassegrain: anular el coma en eje observando una estrella desenfocada (anillo de luz correspondiente a la sombra del secundario sobre el primario) centrando el secundario (la sombra) sobre el disco de luz; buscar la uniformidad de la pupila usando el borde de una cuchilla en la posición de foco y desplazándola antes y des-

pués de éste para visualizar las sombras (desfases) en la pupila — el llamado «Test de Foucault» —, etc.

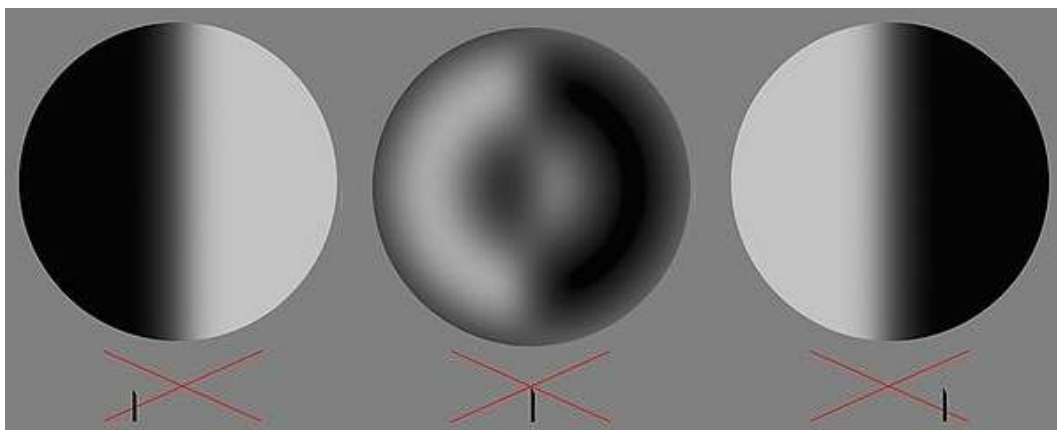


Figura 2.1: Imágenes de un Test de cuchilla de Foucault para un espejo iluminado por un frente de onda plano. Las imágenes corresponden a la localización del borde en las posiciones que se indican debajo de las mismas.

También se puede usar una máscara de aberturas sobre la pupila de modo que, modificando los apoyos del primario, se hagan coincidir las distintas imágenes de cada subapertura en el plano focal: Test de Hartmann. Similar a éste es el Test de muestreo de Shack, donde es la imagen de la pupila la que se hace pasar por una máscara con pequeños orificios perfectamente reticulados y lo que se busca es el alineado de todos los hilos de luz reproduciendo el reticulado.

Hoy se ha mejorado la técnica, básicamente por poder disponer de detectores de imagen en tiempo real. Un [Sensor de Frente de Onda \[Wavefront Sensor, WFS\]](#) (SFO) es más o menos una variación de alguna de estas técnicas algo más refinadas y automatizadas. Si pensamos en un [sensor de curvatura](#), estamos fundamentalmente analizando los desfases en la pupila como en el caso de un Test de Foucault. Si pensamos en un sensor Hartmann-Shack es más un Test de Shack pero donde hacemos el muestreo más amplio sobre la pupila al proyectar ésta sobre una matriz de microlentes que rellenan toda la imagen como en un Test de Hartmann.

El sensor Shack-Hartmann es uno de los de uso más extendido dada su simplicidad y facilidad de ajustes. Básicamente consiste en la reimaginación de la pupila sobre una matriz de microlentes. Estas microlentes se sitúan de tal manera que su plano focal coincida con el detector, de modo que, si sobre las microlentes incide un frente de onda plano paralelo al sustrato de la matriz, cada microlente focalizará un punto sobre el detector (Fig. 2.2(a)). El centroide de cada punto (x_i, y_i) marca el eje de cada

microlente. Cuando el frente de onda, imagen del que llega a la pupila (Fig. 2.2(b)), no es perfectamente plano cada microlente focalizará la imagen de la porción del frente de onda que incide sobre ella en una posición desviada del eje ($\Delta x_i, \Delta y_i$) según la inclinación (α_i, β_i) de tal porción (Fig. 2.2(c)). Las posiciones de cada nuevo centroide, $\Delta x_i = f \tan \alpha_i$ y $\Delta y_i = f \tan \beta_i$, determinan el mapa de inclinaciones del frente de onda sobre la pupila (Fig. 2.2(d)), donde f es la focal de cada microlente.

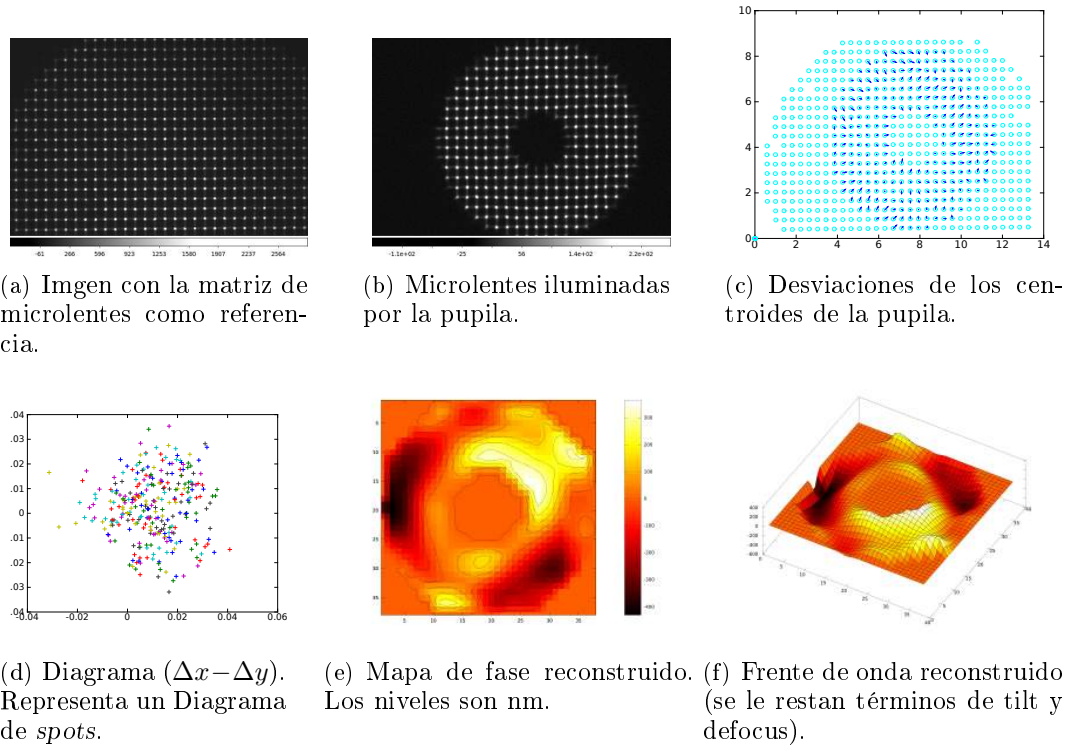


Figura 2.2: Esquemas con los pasos de procesado de un SFO. (a) Se obtiene la referencia de las posiciones de la matriz de microlentes. Después (b) se muestrea la pupila con la luz de una estrella. (c) Se calcula, entonces, la desviación del Frente de onda en cada microlente. (d) La representación de las desviaciones en X frente las de Y nos dibujan el diagrama de impactos de cada celda de la pupila (Diagrama de *spots*. Ver pág. 62.). A partir de las desviaciones y las coordenadas radiales de cada muestreo se calcula el (e) mapa de fase o (f) frente de onda. Las unidades de la deformacion 3D estan en nm.

Si se hace una exposición lenta, de modo que las perturbaciones atmosféricas se promedien, los errores del frente de onda serán debidos a deformaciones en la pupila y, por tanto, podemos determinar la forma de la misma.

Si la pupila esta corregida (o si tomamos el mapa de deformación de la pupila como referencia) y hacemos exposiciones suficientemente rápidas podemos mapear las deformaciones del frente de onda debidas a fenómenos que lo perturban a mayores

frecuencias, como puede ser la turbulencia atmosférica.

El uso de un Sensor de Frente de Onda para el alineado de telescopios permite reducir el tiempo y costo de mantenimiento y garantiza la puesta a punto del telescopio en todo momento.

2.2. AIV

Cuando un instrumento llega al telescopio se confía en que éste (el telescopio) esté en perfectas condiciones de uso, de modo que el instrumento pueda obtener el máximo rendimiento. Sin embargo, para ello primero hay que llegar a tener el instrumento en las mejores condiciones, que deberían ser las especificadas o las de diseño.

Si suponemos que la fabricación tanto de la óptica como de la mecánica han cumplido con las tolerancias requeridas, es cuestión de conseguir que el montaje de todos los elementos y componentes juntos funcionen como se espera. Las especificaciones del sistema, los requerimientos del Diseño Óptico y las tolerancias aceptables por éste, condicionan tanto a los elementos ópticos como al montaje conjunto de todos ellos a través de los componentes mecánicos, de nuevo estos con sus propias especificaciones, requerimientos y tolerancias. El problema de ponerlas todas juntas y que funcionen es una labor de [Assembly, Integration and Verification](#) [Ensamble/Alineado, Integración y Verificación] (AIV).

Las tareas de AIV empiezan en realidad desde la fase de diseño, pues pueden condicionar a éste y, por supuesto, los diseños óptico y mecánico van a condicionar la integración y alineado. Por todo ello, la relación entre las ingenierías de AIV y las de diseño, desde el momento en que aparece la idea inicial del concepto, no solamente es deseable, sino que resulta imprescindible. Algunos, pocos, ejemplos de la importancia de esta relación se describen a continuación.

En primer lugar, para AIV los sistemas ópticos deberán estar, preferiblemente, centrados y disponer de pocos cambios de dirección. Los sistemas con imagen de pupila localizada son más controlables y fáciles de alinear. Los instrumentos infrarrojos con componentes criogénicos a 77 K (-196°C) requieren montajes desalineados en caliente y verificaciones de alineado y funcionamiento en frío, de modo que se necesita controlar muy bien las monturas y ajustes de éstas y, a la vez, tener previstos los ensayos que permitan evaluar y cuantificar las desviaciones del alineado correcto, en inclinaciones, desviaciones y foco, etc. Por último, siempre hay que contar con pruebas y verificaciones de montajes parciales que puedan ir garantizando que los subsistemas como tales funcionan bien. Estas son solamente algunas ideas, apren-

didadas en su mayoría gracias a la experiencia en el desarrollo de instrumentos, que ayudan a garantizar el éxito de un proyecto instrumental.

En cualquier caso, las técnicas de AIV implican mucho ensayo y error para poder ir probando y ajustando el conjunto de los componentes. Para ello se usan herramientas como telescopios y microscopios de alineado, autocolimadores, simuladores de plano focal y de pupila y, sobre todo, montajes más o menos complejos o específicos para probar, medir, alinear, integrar y verificar los componentes en las distintas etapas del proceso.

Es fundamental el seguimiento de cada etapa y la comprobación de que cada especificación y requerimiento se está cumpliendo, desde el momento en que cada una de ellas es viable, de modo que se vaya garantizando que la integración del instrumento cumple con lo esperado. Así, si en una etapa determinada del proceso aparecen errores o inconsistencias se pueden delimitar las posibles causas, descartando las que tenemos controladas y seguras.

Las condiciones y los condicionantes de cada instrumento son muy distintos: no es lo mismo una cámara de gran campo, que implicará reducciones focales y, por tanto, ángulos muy grandes y distancias cortas que un espectrógrafo de alta resolución, que seguramente requerirá grandes focales y grandes dimensiones, aparte de muy alta estabilidad. Como ejemplo de lo dicho, la [CÁmara INfrarroja \(CAIN\)](#), instalada en el TCS y con un campo de 4 arcmin, tiene una longitud desde el foco del telescopio de apenas 200 mm. Sin embargo, [OSIRIS](#) para GTC, con $\sim 6 \times 8$ arcmin y un campo lineal de hasta 500 mm, tiene una focal de colimador de 1,7 m y un recorrido total de 3,7 m. Por el contrario, uno de los últimos proyectos en los que estoy trabajando, el espectrógrafo GRIS, en el telescopio solar de 1,5 m GREGOR, es totalmente distinto a lo anterior y un ejemplo claro de la importancia vital que un AIV representa para el éxito final de un instrumento. GRIS tiene unas focales de colimador y cámara de 6 m más un reductor focal, con un recorrido total de 26 m y precisiones de 10^{-4} grados con sensibilidades de 10^{-6} grados, de modo que requiere una habitación con temperatura controlada y un banco sísmico para el montaje a fin de evitar oscilaciones por vibraciones del suelo y del aire, así como cambios de temperatura. El proceso de alineado fino en este caso duró tres meses. El resultado: poder tener un rango de $3,2 \text{ \AA}$ en un detector de 1024×1024 píxeles de $24 \text{ }\mu\text{m/pix}$. Y como además GRIS mide polarización, es muy crítico cualquier cambio por píxel, ya que varían los parámetros de Stokes y genera indeterminaciones en el ancho o forma de las líneas espectrales y, por tanto, sobre los efectos magnéticos que se puedan estar observando en alguna región del Sol. Los movimientos en la red, al no trabajar con imagen directa, cambian

en igual proporción la representación espacial y, como el Sol es muy grande, una muy pequeña variación puede representar cientos o miles de kilómetros.

Requerimientos de AIV que condicionan el diseño de un instrumento pueden ser las limitaciones de montaje por tener que colgar de un determinado foco, Cassegrain o Nasmyth, con rotación por el campo. Éste era el caso de varios instrumentos como [LIRIS](#), [EMIR](#) y [OSIRIS](#), el cual, además, debía cumplir con los requerimientos de poder montarse y ajustarse a las condiciones de ambos focos.

LIRIS es una cámara y espectrógrafo [IR](#) de baja resolución para el telescopio [WHT](#), mientras que EMIR es un equivalente para el telescopio GTC. LIRIS está en un criostato de ~ 1 m de diámetro y el campo lineal es de $57,40 \times 57,40$ mm, con la lente más grande de 120 mm de diámetro. EMIR tiene un banco óptico frío con dos bases unidas por un periscopio con un recorrido de ~ 3 m metido en una cámara de vacío de 2 m de diámetro por 2 de largo, montada en un aro guía excéntrico de casi 3 m de diámetro que se rigidiza al rotador de 2,5 m de diámetro del foco Nasmyth de GTC. El campo lineal en este caso es de 360×360 mm.

En LIRIS la óptica va montada en estructuras en V, es decir, las lentes apoyan en dos puntos de la V y se garantiza su apoyo por una ballesta desde el diámetro opuesto al vértice de la V. Eso significa que en caliente las lentes montadas están desalineadas, por definición. Por tanto, no es posible verificar en caliente ningún criterio de calidad óptica, y a duras penas el de transmisión. Se necesitó un montaje especial para introducir en un criostato tanto el colimador como la cámara y verificarlos por separado y en frío. EMIR, por el contrario, tiene unos barriles con la óptica que mantienen las lentes flotantes y centradas. Aun así, dado que la cámara no transmite en visible y que resulta demasiado grande (~ 200 mm de diámetro, 400 mm de largo y 40 kg de peso) para un criostato convencional de pruebas, decidimos montar la óptica en el criostato de pruebas desarrollado para el proyecto y que es capaz de alojar los barriles de colimador y cámara en frío. Sólo la primera lente del colimador de 500 mm de diámetro la montamos en caliente, así como el sistema de visualización de foco. Con semejante montaje verificamos que la óptica es capaz de alcanzar y superar los requerimientos de resolución pedidos, garantizando las tolerancias de diseño dentro de las especificaciones de fabricación y montaje.

Finalmente, la fase de AIV tiene también la responsabilidad de la corrección de los defectos de fabricación que, por alguna razón, se hayan aceptado, forzando una corrección sobre el diseño o desarrollando e integrando algún sistema de control para

evitar deformaciones de estructura o soporte de la óptica. Igualmente sucede con los efectos de bafleado para evitar luz difusa o reflexiones indeseadas. En definitiva lo que se pretende es controlar los montajes de cualquier elemento que pueda perturbar el funcionamiento ideal del sistema (pupilas, lyots, máscaras, filtros, prismas-grismas, polarizadores, divisores, espejos, etc.).

2.3. Óptica Activa

La instrumentación degrada la calidad del frente de onda que colectamos. Para evitarlo, recurrimos a diseños más o menos complejos que normalmente significan incrementos de masa, volumen y costos que limitan mucho el desarrollo de instrumentos ya sea por la estructura, la complejidad o la imposibilidad de alcanzar determinados requerimientos. O, al menos, eso era hasta hace unos años. Desde hace algún tiempo la inviabilidad de generar estructuras estáticas suficientemente estables ha dado paso a la utilización de técnicas que, con ayuda de sensores, actuadores y computadores cada vez más potentes, pueden controlar estructuras muy ligeras y endeble, pero que, al ser activas, nos permiten modificar en tiempo real los soportes de la óptica y que las deformaciones de ésta compensen las aberraciones propias o de la estructura de la óptica y se controle el haz de la imagen que llega al detector.

Este tipo de control de *Active Optics* [Óptica Activa] (ActO) es, o suele ser, un control primario y calibrado, de modo que es repetitivo y responde en general a un mapeo de distintas posiciones o configuraciones del telescopio o del instrumento. El ejemplo típico que se suele describir es el del conjunto de apoyos activos que detectan¹ la carga (células de carga) que ejerce el espejo primario sobre cada uno dependiendo de la orientación, y compensan la deformación que se produce en el espejo empujando o relajando la presión sobre el mismo mediante sistemas piezoeléctricos con movimientos de pocos nanómetros, consiguiendo así rehacer una cierta forma del espejo para optimizar la calidad de imagen según la orientación del apuntado. A este tipo de ActO se le denominaba en ocasiones, al menos hasta hace poco, Óptica SemiActiva, ya que en realidad actúa sobre las estructuras más que sobre la óptica o el haz. Son acciones que se aplican según un mapa de posición precalibrado o referido a sensores que actúan en régimen de muy baja frecuencia o sólo puntualmente para compensar el desplazamiento del centro de gravedad debido a un instrumento o por el seguimiento. Cambios o golpes de viento sobre la ventana de la cúpula generan alguna

¹En realidad se trata de una detección diferencial de la variación de carga según la orientación, carga del viento, instrumento colgado,... Se refiere a la detección en el sentido de «sensado».

oscilación no programada que los sensores hoy ya pueden detectar y compensar.

En algunas ocasiones estos sistemas se aplican, hoy en día, más en concreto a los subsistemas de la óptica de instrumentos a fin de conseguir deformaciones esféricas o asimétricas para mejorar la calidad de la imagen fuera de eje y uniformizar el campo. Un caso común son los distintos tipos de sistemas activos que controlan detectores u objetivos fotográficos o de vídeo para compensar el movimiento de la cámara o ampliar la calidad de imagen al borde del campo. Este tipo de control lo consideramos como Óptica Activa Verdadera (TActO, *True Active Optics*).

Dentro de esta clase de correctores cada vez más se desarrollan instrumentos o sistemas que buscan corregir de modo activo no sólo las oscilaciones o deformaciones del frente de onda debidas a la estructura o configuración del sistema o instrumento. Placas de fase, máscaras de apodización y compensación de caminos ópticos, incluso óptica difractiva y polarizante, basada ya en cristales líquidos y, por tanto, modificable o adaptable a voluntad en tiempo real, se están probando para corregir aberraciones específicas del sistema óptico. Es común incluso la inserción de lentes de Fresnel diseñadas específicamente para un sistema que corrigen efectos esféricos o curvatura de campo o aberración esférica del diseño con lentes.

Pero, sin duda alguna, el sistema de ActO más desarrollado y globalmente asumido es la segmentación de la propia pupila del telescopio. Los más grandes telescopios en funcionamiento y los más grandes en desarrollo ya sólo es posible contemplarlos como telescopios de espejo primario segmentado. El primario segmentado es parecido al sistema de ActO sobre los apoyos de un monolítico. La distinción está en la necesidad de un control de fase (pistón) sobre los diversos segmentos, de modo que la diferencia sobre la superficie envolvente sea menor que un determinado valor de fracción de onda. Un desfase $\lambda/8$ produce una razón de Strehl de 0,38, desviando energía a los anillos, y hay que pensar que los segmentos que no están en fase contribuyen además a errores de fase destruyendo la imagen de difracción. Posiblemente en los proyectos futuros para aberturas de 30 o 40 m con 900 segmentos el pistón de un espejo se pueda ver como una deformación local de superficie, pero no es así en los telescopios de clase 10 m de hoy con sólo 36 segmentos.

Los telescopios garantizan el cofaseo utilizando medidas de perturbación de campo eléctrico², llegando a medir variaciones de pocos nanómetros. Los segmentos van acoplados a un sistema soporte que fija su forma y con emisores y sensores en cada

²Se basa en la emisión de dos frecuencias de campo que se ajustan o sintonizan a un desfase cero de modo que cuando una de las antenas detecta una variación del campo eléctrico (por efecto capacitivo o inductivo) genera una señal de desfase.

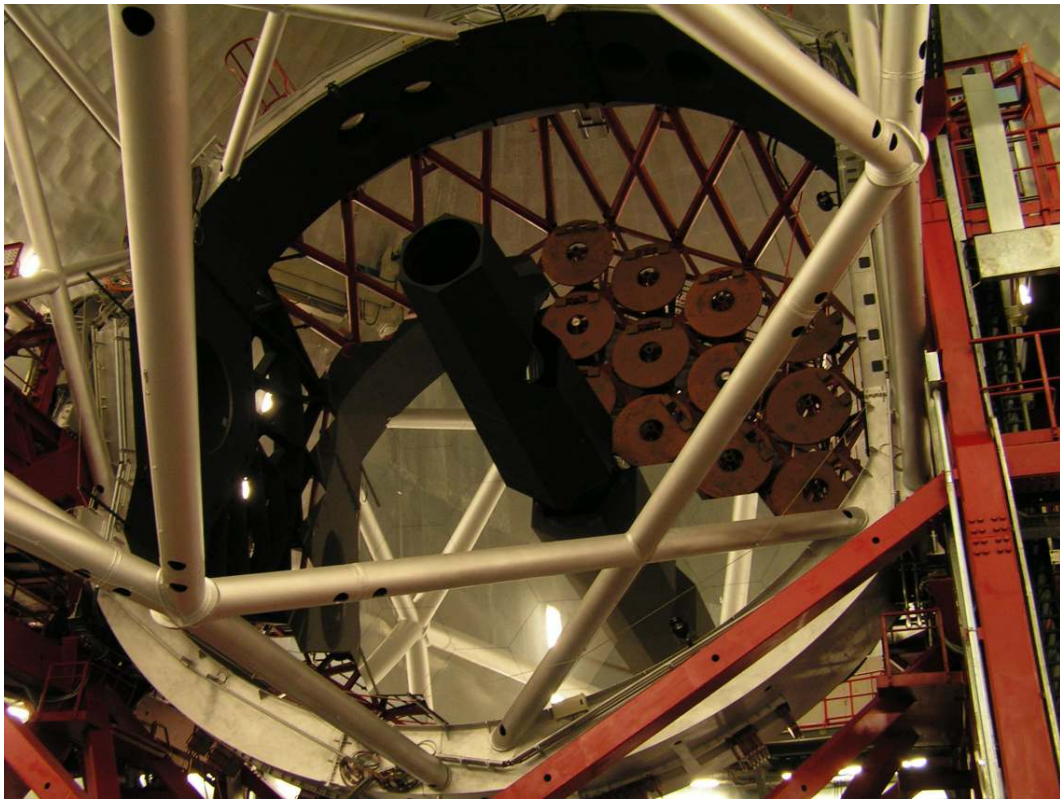


Figura 2.3: Imagen del primario segmentado de GTC. Aquí todavía con los primeros 24 segmentos activos.

lado del hexágono y con tres actuadores que permiten modificar la orientación del espejo. Un posicionador global fija el pistón.

2.4. Alta definición espacial

La Astrofísica basa su interacción y método de adquisición de información en la captación de la luz proveniente de un astro y su consiguiente análisis. Éste puede ser fotométrico/radiométrico o de imagen, y en ambos casos de intensidad o espectral.

La fotometría pura ha ido desapareciendo en los últimos 25 años, de modo que hoy hablar de fotometría es hablar de imágenes en distintas bandas. Y lo que se busca en estos casos es obtener la mayor cantidad de información en el mínimo tiempo. Esa información nos viene en forma de intensidad luminosa. De las imágenes (mapas de irradiancia) obtenemos información de densidad dependiendo del número de objetos que somos capaces de identificar e información de profundidad dependiendo del nivel

de intensidad que podamos llegar a detectar. «Discernir» es una palabra que identifica estas dos cualidades de una imagen. Discernir en intensidad significa poder detectar un amplio rango, o el mínimo nivel de luz, lo que nos lleva a identificar objetos muy débiles o lejanos. Discernir en posición significa poder resolver gran cantidad de objetos muy próximos ya sea en proyección o en el espacio real. En un caso hablamos de resolución en *magnitud* y en el otro de resolución espacial.

¿Por qué es tan interesante la resolución espacial? Digamos que, dado que la única información que podemos analizar es la luz que procede de los astros, como unos son intrínsecamente o visualmente más brillantes que otros, los más débiles aparecerán tapados por los más brillantes. Y, si son comparables, resultarán en valoraciones engañosas, ya que responderán a masas y distancias, y a partir de ello velocidades y propiedades que no les corresponden, confundiendo nuestros datos y nuestra información. No olvidemos que, a diferencia de otras ciencias, la Astrofísica casi nunca puede interactuar con los sistemas estudiados, por lo que los métodos de detección han de estar optimizados.

Ya hemos visto cómo la atmósfera y la instrumentación degradan la calidad del frente de onda que recogemos en nuestro detector. Cuando conseguimos, con técnicas pasivas o activas, estabilizar la instrumentación y optimizar la calidad de imagen instrumental hablamos de trabajar en un sistema no limitado por difracción, es decir, limitado por *seeing*. Un sistema de alta resolución espacial es aquel que, en buenas condiciones de *seeing* ($< 0,5 \text{ arcsec}$), no está limitado por el telescopio ni por el instrumento.

Es a partir de aquí cuando se empiezan a considerar técnicas más delicadas y complejas que intentan limpiar la imagen que destroza la atmósfera. Más allá de este punto cualquier mejora supone trabajar en régimen de alta o muy alta resolución espacial. Las técnicas iniciales, con placa fotográfica, se basaban en subexposiciones que permitían en ciertos casos obtener *speckles* pudiendo determinar alguna vez que existía más de un objeto dentro de la misma mancha de luz (Labeyrie⁽²⁵⁾ 1970). Se desarrollaron también técnicas de fotometría *speckle* que se basaban en muestreos a distintas frecuencias para filtrar componentes armónicas y determinar si existía más de un componente en una mancha. Hemos de decir que esta técnica, ideada por Jiménez Fuensalida (1983)³, necesitaba recurrir a candidatos plausibles, determinados bien por fotografía *speckle* u ocultaciones lunares. Y aun así, debido a que usábamos fotomultiplicadores (PMTs), efectuando conteo de fotones en muchos casos, el *ruido*

³El proyecto desarrollado no produjo resultados publicables dado lo artesanal del procesado de datos y sólo llegamos a verificar su viabilidad.

Shot y *Jonhson*⁴ de estos hacía muy difícil la interpretación de los datos.

Hoy las técnicas más aplicadas se basan en AO y ya con espejos deformables, aunque se sigue usando un *TipTilt* [Oscilante, referido normalmente a un espejo] (TT), ya sea de espejo o de lámina refractiva, para corregir el movimiento de grupo de la mancha de *seeing*.

Las técnicas de AO se basan en un sistema de correlación de la imagen, recibida a través de una óptica con la imagen muestreada en un SFO, en el caso de un objeto puntual, o de una imagen de alto contraste sobre un detector de pocos píxeles y gran velocidad de lectura para el caso de objetos extensos (aunque, dependiendo del objeto, se usen también SFO con un integrador, o rendija, en plano focal).

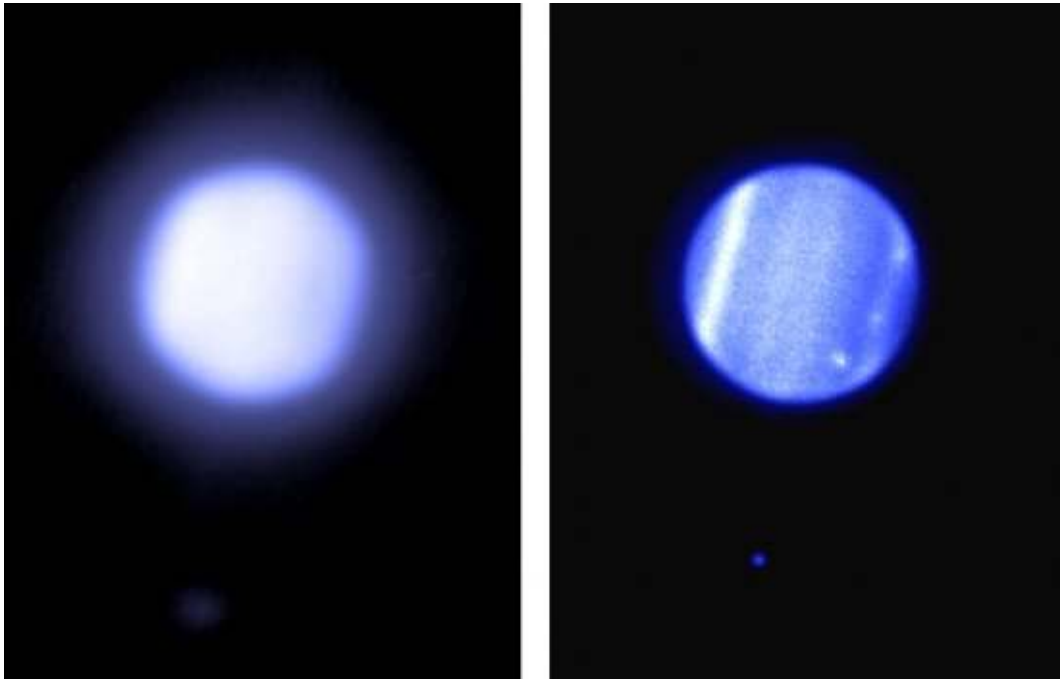


Figura 2.4: Comparación de dos imágenes de Urano en la banda H. A la izquierda sin corrección por Óptica Adaptativa, a la derecha con corrección por Óptica Adaptativa utilizando el láser GLAS. El punto situado debajo es el satélite de Urano llamado Miranda. La mejora de la calidad de imagen es notoria.

Autor: René Rutten, Javier Méndez y el equipo de GLAS.

A mediados de los años 90 desarrollamos (Ballesteros^(BBC+93) 1993) un sistema de correlador solar para obtener imágenes, incluso vídeo, de alta resolución de la

⁴El ruido Shot en los fotomultiplicadores se refiere a la componente de amplificación debida a los electrones espurios que se producen en los distintos dinodos (ánodos) de la cascada. El ruido Johnson se produce por efecto Joule y es la componente térmica de la amplificación, debido a los electrones generados por calentamiento de los dinodos.

fotosfera solar, donde finalmente se pudieron descubrir subestructuras muy finas y todavía sin explicar en el granulado convectivo de la atmósfera solar. Un sistema optimizado basado en este correlador fue incorporado por el Kiepenheuer-Institut für Sonnenphysik (KIS)^(SK95) al telescopio solar de 70 cm VTT del Observatorio del Teide, que lo ha dotado hasta hoy en día de uno de los mejores planos focales solares en telescopios instalados en tierra.

La tecnología actual permite ya prescindir de la diferencia entre objeto puntual o extenso, y se usan SFOs con plano focal y muestreo con filtrado espacial que permiten el control simultáneo del TT y el *Deformable Mirror* [Espejo Deformable] (DM). Es el caso del telescopio solar GREGOR, de 1,5m de diámetro que lo convierten en el segundo mayor telescopio solar del mundo en funcionamiento, situado también en el Observatorio del Teide y que inició la fase de puesta en marcha en verano-otoño de 2011.

2.4.1. Óptica Adaptativa

La Óptica Adaptativa pretende corregir las deformaciones del frente de onda que, procedente de un objeto puntual fuera de la atmósfera, llega al plano focal del telescopio, donde se puede analizar y compensar.

Los primeros dispositivos de *Adaptive Optics* [Óptica Adaptativa] (AO) intentaban corregir fundamentalmente el efecto de *image motion* del *seeing*, y para ello se usaba un sistema óptico oscilante a alta frecuencia que trataba de maximizar la concentración de energía de la imagen de una estrella de referencia. Al principio el oscilador era un espejo o un vidrio que desviaba el haz que se focaliza, compensando las desviaciones que produce la atmósfera. A este elemento le llamamos sistema *Tip-Tilt* (TT) o, más comúnmente, *Tip-Tilt Mirror* (TTM), fundamentalmente por utilizarse más a menudo un espejo, al ser más fácilmente controlable mediante micro-movimientos de cristales piezoeléctricos, que una lámina transmisora. Para un espejo, una inclinación de un ángulo α en una dirección dada se convierte en un cambio 2α para el frente de onda, mientras que para una lámina planoparalela de espesor x la desviación del frente de onda que la atraviesa es $d = x \frac{\sin(\alpha - \alpha')}{\cos(\alpha')}$, siendo α' el ángulo de refracción ($\sin \alpha = n \sin \alpha'$). Y ello independientemente de la distancia, mientras que la desviación con un espejo crece con la distancia a éste. Es decir, para conseguir una determinada desviación se necesita producir una mayor inclinación en una lámina planoparalela que en un espejo.

Si bien el movimiento de imagen se compensa de un modo sencillo con un sistema TT, los otros efectos del *seeing* que generan el *speckle* (emborronamiento y centelleo)

son propiedades que dependen de la distribución en pupila de las distintas partes de un frente de onda y requieren de una modificación zonal del mismo.

Para poder compensar el frente de onda en diferentes zonas de la pupila hay que muestrear y dividir ésta y corregir las distintas deformaciones de modo independiente. El muestreo se hace por medio de un sensor de frente de onda y la división con un [DM](#).

Como vimos anteriormente, un Sensor de Frente de Onda es un montaje óptico en que se reimagina la pupila sobre un sistema de muestreo cuyo tipo puede ser de curvatura, pirámide, interferométrico (Shearing/Ronchi) o de muestreo por una matriz de microlentes (Shack-Hartmann, plenóptica). En todos los casos se mide la inclinación del frente de onda en cada celda de muestreo. Ese valor se escala y reenvía a un espejo deformable que permite modificar la inclinación de las distintas secciones que lo componen, compensando así dichas inclinaciones y recuperando la forma plana de la pupila.

Ésta es una simplificación del funcionamiento y proceso de muestreo y corrección del frente de onda para mostrar de un modo claro cómo actúa el sistema general de corrección de [AO](#). Para obtener una explicación más detallada del proceso sigamos el funcionamiento tanto de un [SFO](#) como de un [DM](#).

Consideraremos un SFO basado en microlentes. Una matriz de microlentes es una lámina de vidrio sobre la que, con diversas técnicas litográficas, se esculpen, se hacen crecer o se moldean una serie de superficies esféricas que actúan como lentes plano-convexas. Dependiendo del material usado la focal efectiva de cada lentilla del array viene dada por $f_{eff} = ROC/(n-1)$, siendo ROC el radio de curvatura de cada microlente y n el índice de refracción del sustrato.

Cada microlente enfoca un haz colimado que llega a ellas. La inclinación del haz en cada microlente produce un desplazamiento de la imagen en el plano focal con respecto al eje. Cuando colimamos la imagen de una estrella en el foco del telescopio con una lente cerca del plano focal de ese colimador se forma una imagen de la pupila del telescopio. Esa imagen lleva la información del frente de onda de la luz de la estrella cuando pasa por la pupila y las deformaciones de la imagen de la estrella se deberán a las deformaciones del frente de onda en la pupila. Esas deformaciones son muestreadas por cada una de las microlentes colocadas en la posición de la imagen de la pupila.

Así pues, las distintas desviaciones marcadas por cada una de las imágenes de la estrella que forman las microlentes nos indican la deformación o pendiente del frente de onda en cada zona muestreada de la pupila (M). A partir de estos

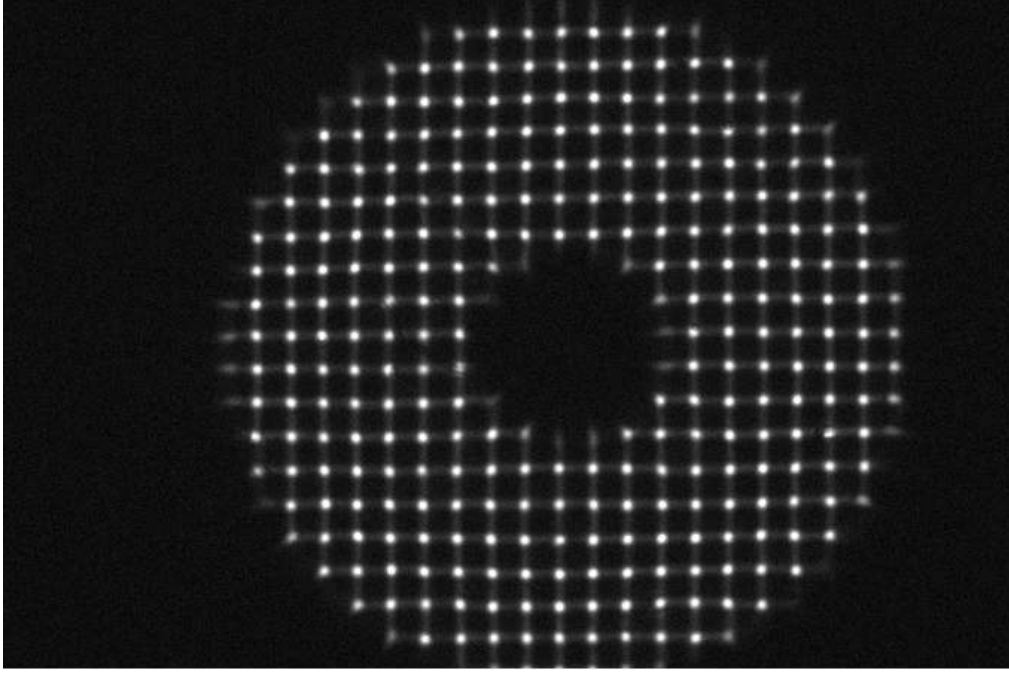


Figura 2.5: Muestreo del Frnte de Onda en plano pupila en un SFO de microlentes.

datos se reconstruye el mapa de fase (Φ) del frente de onda en la pupila. Se aplican distintos métodos: reconstrucción modal o zonal, de modo que se puede hacer por minimización (Chi-cuadrado o mínimos cuadrados) o matricial a través de una matriz de inferencia, una matriz pseudoinversa (descomposición singular de valores: SVD): $\Phi = SVD * M$, o por transformada de Fourier. Habitualmente se utiliza la descomposición de la función de frente de onda Φ a partir de una base de polinomios ortogonales de [Zernike](#). Cada uno de los términos lo asociamos a distintos efectos de aberración. Algunos coinciden directamente con los términos del desarrollo en serie de Seidel y otras combinaciones corresponden con las demás aberraciones clásicas (Imaging in Astronomy⁽²⁶⁾ 1994), (Takato⁽²⁷⁾ 1994), (Chang⁽²⁸⁾ 2000).

Un espejo deformable consiste en una membrana reflectiva tras la que se inserta una matriz de actuadores electrostáticos que atraen o repelen la membrana en función del voltaje aplicado a ellos⁵. La acción de cada actuador influirá en la forma del espejo que «verán» los demás, máxime los de alrededor. La calibración del espejo (matriz de influencia) y la respuesta a una serie de voltajes patrón define una matriz de

⁵La relación de deformación de la superficie en función del voltaje normalmente es cuadrática: $\delta d \propto V^2$.

control (CM), de modo que se puede representar un cierto mapa de fase en función de los voltajes (V) aplicados: $\Phi = CM * V$. También hay que tener en cuenta que las deformaciones de un frente de onda se duplican por reflexión (el retraso producido por un valle en un espejo es el doble en el frente de onda que se refleja).

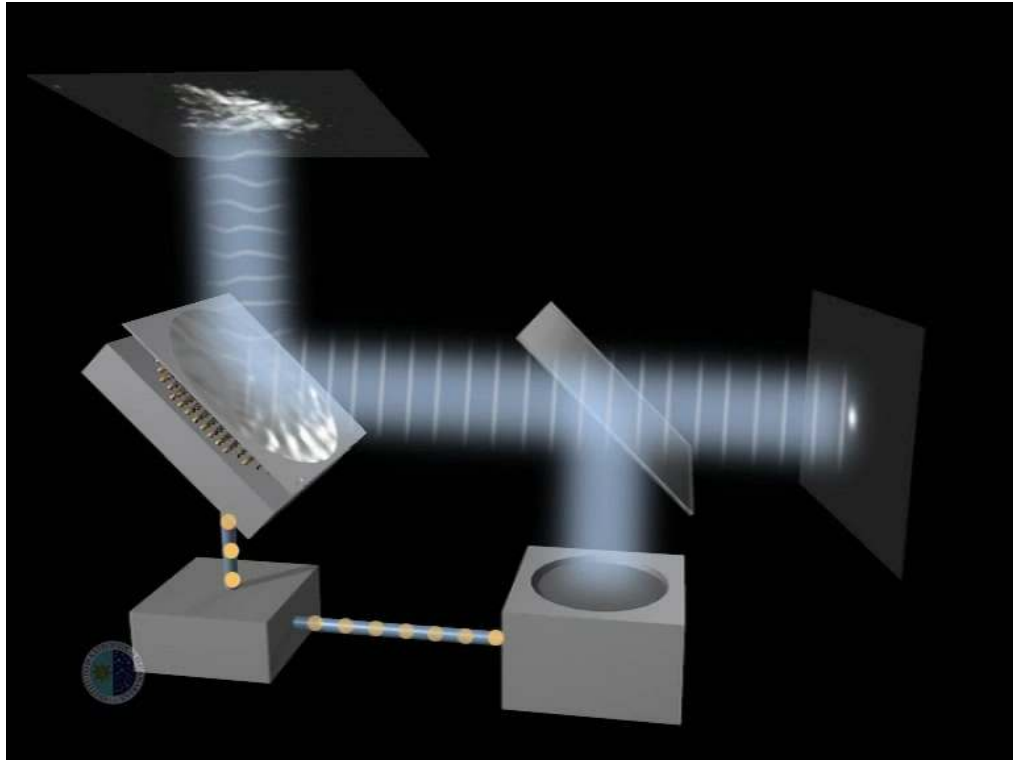


Figura 2.6: Corrección de la perturbación de un frente de onda por un sistema de Óptica Adaptativa.

A partir del mapa de fase se aplica la matriz de conversión que relaciona el mapa de fase obtenido con el SFO y los voltajes necesarios para conseguir el frente de onda complementario que aplane el frente de onda distorsionado que incide sobre el espejo deformable.

Existe un método alternativo de control del DM a partir de la información de deformación directa del SFO. Cada microlente de muestreo se corresponde con unas coordenadas y una zona de muestreo de la pupila. La inclinación del frente de onda en esa zona viene determinada por el desplazamiento de la imagen de la estrella de la microlente con respecto a la posición correspondiente a un frente sin inclinar. El «método de correlación directa» relaciona ese desplazamiento con la matriz de influencia del DM y permite aplicar un voltaje apropiado a los actuadores necesarios

para compensar o revertir el desplazamiento de las imágenes de la estrella en el SFO, sin necesidad de calcular el mapa de fase del frente de onda en la pupila/DM.

En un sistema de AO el TT hace una primera corrección que estabiliza el frente de onda de modo que el muestreo se hace estable y permite un análisis más rápido para las correcciones con el DM al mejorar la relación de Strehl de la señal remanente.

La técnica se ha ido mejorando en los últimos años, desarrollando sistemas de reimaginación y muestreo del frente de onda en posiciones correspondientes a capas atmosféricas características, donde la perturbación del frente de onda sabemos que se comporta especialmente activa en cada observatorio. Esta técnica se llama [MultiConjugate Adaptive Optics \[Óptica Adaptativa MultiConjugada\] \(MCAO\)](#).

Uno de los problemas asociados a los sistemas de AO es que la corrección real del frente de onda solamente ocurre para aquellos que están en fase con el objeto que se emplea como control. Como hemos visto en el primer capítulo, existe un máximo de campo al que esta técnica se puede aplicar. El mapa de fase que se corrige es válido sólo para frentes de onda procedentes de otros objetos que estén dentro del rango del tiempo de coherencia, y en un campo dentro del ángulo isoplanático en el que consideramos que la atmósfera tiene un comportamiento similar o «en fase».

Además, la longitud de coherencia nos dice que las correcciones tendrán un límite por el número de subaperturas o celdas de perturbación que llenan la abertura del colector. Cuanto mayor sea el número de subaperturas de atmósfera coherente que contenga el diámetro del telescopio más difícil será cofasearlas (ponerlas en fase) para corregir el mapa de fase, y peor aun cuando consideramos que tenemos un campo y cada punto en él tiene su propio mapa de perturbación (la atmósfera atravesada por el frente de onda de cada punto del campo es distinta y se diferencia más cuanto más altas consideremos las perturbaciones y, en principio, la imagen queda limitada por el ángulo isoplanático).

2.4.2. Óptica Adaptativa Multiconjugada

Los últimos desarrollos que se están introduciendo en el ámbito de la Óptica Adaptativa se denominan Óptica Adaptativa Multiconjugada (MCAO, por sus siglas en inglés). Como comentamos anteriormente, el campo angular dentro del cual la turbulencia puede ser considerada constante es muy pequeño, de ahí que la zona del campo de visión (FOV, Field Of View), o sección de la imagen, donde el frente de onda queda corregido por un sistema de Óptica Adaptativa es muy reducida.

La Óptica Adaptativa Multiconjugada pretende corregir la turbulencia atmosférica

rica tridimensionalmente mediante el uso de varios espejos deformables. Cada uno se conjuga ópticamente a una altura determinada sobre el telescopio, esto es, se diseña un sistema óptico que posiciona en el camino del haz la imagen de la capa de interés, recortada por la forma de la pupila. En cada posición se introduce un DM de tal forma que la luz que pasa por él es como si fuera observada en una capa determinada de la atmósfera.

La ventaja que ofrece este método es que, combinando la corrección de todos los espejos, el área isoplanática o parte de nuestra imagen que queda corregida de *seeing* es mayor. Las señales de control para los actuadores de cada espejo deformable se obtienen de Sensores de Frente de Onda para cada capa, cada uno observando su propia estrella guía. El sistema de control procesa la información de todos los SFOs y «reconstruye» la distorsión tridimensional instantánea del frente de onda, determinando a su vez la corrección a aplicar para cada DM. Al concepto de reconstrucción de la estructura en tres dimensiones de un objeto (en este caso la turbulencia) a partir de su observación desde varios puntos de vista se le denomina «tomografía».

El interés actual en la MCAO está directamente relacionado con la corrección de los efectos de la turbulencia en grandes telescopios y en los futuros telescopios extremadamente grandes (ELTs), en todo el espectro infrarrojo y visible.

2.4.3. Estrellas láser

La Óptica Adaptativa tiene, evidentemente, sus ventajas, como ya hemos visto. Sin embargo, tiene poderosos inconvenientes, y no solamente su exageradamente alto precio. Cuando queremos usar un gran telescopio es porque nuestra intención es observar estrellas muy débiles. Como ya hemos detallado, el campo de visión que se puede corregir con AO, o incluso con MCAO, es muy pequeño, y lo que es extremadamente inusual es disponer de alguna estrella que sirva como referencia y que sea suficientemente brillante dentro de este campo de visión. Por tanto, esto limita enormemente la aplicabilidad de estas técnicas.

A raíz de los trabajos de posicionamiento y seguimiento de satélites se descubrió que ciertas capas de la atmósfera son verdaderos filtros de algunas longitudes de onda. Así, una capa de la mesósfera alrededor de unos 80 – 90 km de altura tiene suficiente cantidad de átomos de sodio como para filtrar parte de la banda (589,29 nm) del doblete D del sodio (Newman⁽²⁹⁾ 1988 y Gumbel⁽³⁰⁾ 2003): $\lambda_{D_2} = 588,9950$ nm y $\lambda_{D_1} = 589,5924$ nm. Este fenómeno se aprovecha para enfocar en esa altura un haz láser de alta potencia a través de un telescopio de modo que la concentración de energía excita los átomos de sodio y los hace brillar en la traza de una pequeña región.

Visto con un ángulo pequeño aparece suficientemente puntual como para tomarlo de referencia igual que si fuera una estrella, no demasiado brillante pero muy apropiada para medidas de AO.

Una versión modificada usando técnicas de *scattering* (dispersión/difusión) Rayleigh es la proyección a 15 km sobre el telescopio de un láser pulsante verde (532nm) de unos 25W de potencia, montado delante del secundario. La baja altura implica que la turbulencia más cerca del suelo está mejor iluminada y permite monitorizar la capa de cúpula más próxima al suelo, que es la que más afecta al *seeing*. La luz Rayleigh retro-dispersada será detectada por un sistema SFO que mide la forma del frente de onda de la estrella guía láser formada (Morris^(Mor05) 2005), (Olivier⁽³²⁾ 2008).

Las estrellas láser guía no siempre son emitidas desde el mismo telescopio de observación, precisamente por la dispersión Rayleigh que se forma delante de la pupila y que, para observación de campos muy débiles, puede generar mucha señal de fondo en las bandas de visible, aunque sí es apropiado para observación infrarroja. Por ello, se aprovechan pequeños telescopios, situados en los observatorios cerca de los más grandes, para proyectar las estrellas láser guía dentro del campo de observación del telescopio mayor.

Aprovechando el recorrido tridimensional de la traza del láser se están desarrollando nuevos métodos de sensor de frente de onda incluso con información tridimensional, como es un sistema con mapeado tomográfico de la estrella generada. Tal es el caso de un sensor de frente de onda plenóptico que parece que está dando buenos resultados en sus pruebas (Rodríguez-Ramos^(RMD+09;RFM+10;RLL+11) 2009, 2010, 2011) y (Montilla^(MRFR10) 2010).

2.5. Imagen Afortunada

En el texto anterior hemos tratado sobre los distintos componentes del *seeing* y hemos visto cómo dentro de cortos instantes de coherencia se producen pequeños *speckles* en el límite de difracción. Esta información la conocen perfectamente los astrónomos aficionados. Estos, al no tener posibilidades de acceso a detectores científicos profesionales, utilizan desde hace tiempo cámaras de vídeo para acumular numerosas imágenes con corto tiempo de exposición (24 a 30fps⁶) para, a continuación, sumarlas todas haciendo un recentrado de cada una con el fin de reducir el efecto de movimiento de imagen.

⁶fps: “frames per second”, «imágenes por segundo».

La técnica funciona precisamente por este efecto, o al menos en gran parte. Al tener imágenes con tiempos de exposición del orden de la frecuencia de *seeing*, es decir, dentro del tiempo característico de coherencia, se consigue que algunas de ellas tengan una baja dispersión y, por tanto, una mayor concentración de energía en pocos *speckles*. A cada una de esas imágenes con calidad superior se las denomina imagen afortunada (*lucky image* en inglés). Si escogemos las mejores imágenes afortunadas y, de cada una, tomamos el *speckle* con el pico más alto, los recentramos todos sobre el primero y los apilamos, tendremos un gran pico en el límite de difracción.

Inicialmente, el procesado de las imágenes de vídeo analógico hacía perder bastante información y, a pesar de conseguir mejorar la calidad de las imágenes frente a lo que se obtenía con fotografía de larga exposición, la digitalización no era de más de 8 a 10 bits. Las cámaras digitales y *webcams* permitían mejorar hasta 12 bits. Las cámaras profesionales de hoy dan, cuando menos, 14 bits. Al poder analizar las imágenes más en detalle, incluso de modo automático, se fue descubriendo que había imágenes realmente malas que era mejor descartar. Incluso se observa que, de vez en cuando, aparecen imágenes realmente buenas con muy pocos *speckles* y alguno más intenso.

Aparecieron programas de aficionados (*astraimage*, *registack*, *astrostack*, *avistack*,...) que automatizaban o facilitaban la tarea de procesado de las imágenes. En un primer paso analizan las imágenes con un criterio de calidad marcado por defecto o modificado por el usuario, de modo que se descartan las peores imágenes. En un segundo paso ya se seleccionan las mejores mediante porcentaje o usando criterios basados en contraste y congruencia analítica geométrica.

El desarrollo y abaratamiento de los detectores fotográficos y de vídeo de alta resolución empujó a poner de moda esta técnica hasta llegar a conseguir que la astrofotografía con telescopios de 250 a 500 mm de diámetro empezara a competir con la astrometría al conseguir resoluciones habituales con valores por debajo de 0,5 arcsec, incluso límite de difracción de manera habitual (Baldwin⁽⁴⁴⁾ 2001), (Law^(45;46) 2006) y (Hormuth⁽⁵⁴⁾ 2007).

Se considera que Bob Hufnagel⁽⁵⁰⁾ en 1966 fue el primero en mencionar el concepto de *Lucky Imaging* o *Lucky Exposure*, pues Fried⁽²⁰⁾ lo referencia en su trabajo de 1978. Pero no se empezó a considerar la técnica hasta que los detectores de imagen CCD empezaron a ser suficientemente eficientes y rápidos. La valoración de la eficiencia viene no sólo en cuanto a sensibilidad, sino también en cuanto a ruido de lectura: electrones generados por la electrónica que controla la transferencia de la

señal a través del acoplamiento de cargas. Como la técnica lo que hace es sumar gran cantidad de imágenes, si el ruido de lectura genera demasiados electrones por píxel, al leer todas las imágenes y sumarlas, el número de electrones de ruido puede ser superior a la señal que pretendemos detectar.

Así, los nuevos detectores [Low Light Level Charge Coupled Device \[Dispositivo de Transferencia de Carga de Bajo Nivel de Luz\] \(L3CCD\)](#) desarrollados por E2V Technologies (Chelmsford, Reino Unido) o una tecnología similar [Electron Multiplying Charge Coupled Device \[Dispositivo de Transferencia de Carga por Multiplicación de Electrones\] \(EMCCD\)](#) desarrollada por Texas Instruments (Japón) tienen incorporada una sección añadida que amplía el registro de salida que se regula mediante mayores voltajes que los usuales y ofrece como resultado una multiplicación electrónica virtualmente libre de electrones de ruido. Estos detectores han supuesto un salto de calidad definitivo para que la técnica de *Lucky Imaging* entre de lleno en (y revolucione, todo sea dicho) la Astrofísica profesional moderna.

El criterio de selección de las imágenes que se aceptan como válidas y se acumulan va a depender, como indica el propio nombre de la técnica, de saber escoger las mejores «imágenes afortunadas» que capturamos. Para decidir la calidad de las imágenes individuales de corta exposición, y teniendo en cuenta que podemos estar interesados en un campo más extenso y con objetos muy débiles, prácticamente inapreciables en cada exposición individual, necesitaremos tener un objeto de referencia dentro del campo con características conocidas para poder comparar lo que tenemos en cada imagen de la secuencia (*frame*) con lo que se esperaría teóricamente en ausencia de variaciones de fase. Para imágenes planetarias o de la Luna, o de un campo de visión en tierra, será algún criterio de nitidez o contraste, pero para imágenes astronómicas usamos una estrella, en principio sin resolver. La idea es obtener la relación de Strehl (en la que, como ya se explicó, se compara el brillo máximo de la estrella en cada imagen con el valor teórico máximo que obtendría en ausencia de perturbaciones en el frente de onda) de la estrella de referencia en cada imagen ordenándolas según una secuencia de calidad. Las mejores imágenes se van alineando entre sí y se suman.

Cuanto más restringida sea la cantidad de las mejores imágenes apiladas la resolución que se obtiene es mejor, pero también se degrada la relación señal-ruido ya que la luz en cada imagen es muy escasa y con una baja cantidad de imágenes pesa porcentualmente poco. Eso se nota mucho cuando buscamos alta resolución con objetos muy débiles y la imagen aparece granulada ya que los niveles de señal y de fondo se confunden. En numerosas ocasiones, a pesar de no tener ruido, necesitamos poder acumular muchas imágenes para detectar objetos débiles, como se puede observar en

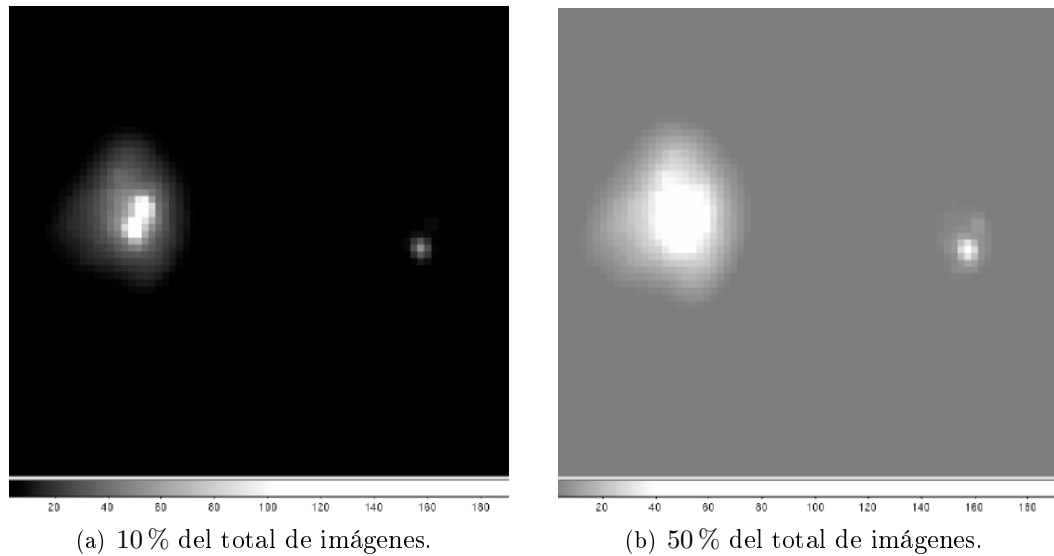


Figura 2.7: Imágenes del sistema triple SAO 78233 visto con dos niveles de integración. En (a) usamos pocas imágenes para ver el sistema con nitidez. En (b) observamos cómo existe un cuarto componente a $0,27''$ del componente C a la derecha. El campo total son $9 \times 9 \text{ arcsec}^2$ y las imágenes fueron tomadas en banda I con el telescopio TCS.

la figura 2.7, aun a pesar de la pérdida de resolución en algún caso.

El caso contrario puede ocurrir cuando consideramos imágenes de objetos extensos, tanto que no tenemos posibilidad de utilizar una estrella de referencia en el campo, o incluso objetos con un exceso de luz, como puede ser el caso de la Luna, Júpiter o una nebulosa. En estas situaciones tenemos que usar otros criterios: los centrados y acumulaciones tendrán una orientación y la norma de comparar los coeficientes de Strehl no tienen sentido. Se pueden buscar puntos brillantes o de alto contraste en las imágenes, pero ya no permiten usar un criterio unívoco. Puede ocurrir incluso que en dos imágenes se inviertan los valores de luminosidad de los puntos escogidos. Alguno de los programas que conocemos emplean algoritmos que miden el brillo global de la imagen y comparan el contraste de varios puntos donde los valores de brillo no saturan, ya sean definidos por el usuario o según algún criterio automático.

En muchos casos se hace estadística de las imágenes y se descartan de modo definitivo aquellas con una razón de Strehl demasiado baja. En función de lo bueno que sea el histograma se puede poner el criterio de descarte más o menos alto. Sin embargo es más complicado el criterio para decidir cuántas podemos acumular, con idea de llegar a imágenes comparables fotométricamente a aquellas obtenidas con CCDs

«normales», o si es suficiente utilizar un telescopio de 1,5 m para nuestros propósitos o si, por el contrario, necesitaremos uno mayor para poder tener un rendimiento válido de esta técnica, e incluso una comparativa por costes de este método con un telescopio en el espacio. Fried⁽²⁰⁾ (1978) calcula que la probabilidad de obtener una imagen en el límite de difracción en una atmósfera de mínima turbulencia (según la estadística de Kolmogorov) para un telescopio depende de su abertura D y del *seeing* (a través del parámetro de Fried, r_0). Esa probabilidad viene dada como:

$$P \approx 5,6 \exp \left[-0,1557 \left(\frac{D}{r_0} \right)^2 \right]. \quad (2.1)$$

Según esta relación, para un telescopio de 1,5 m como el TCS, si suponemos un radio de coherencia de 0,35 m para banda I, la probabilidad de tener imágenes en el límite de difracción es de un 32 %. Si tomamos $r_0 = 0,25$ m en banda V, la probabilidad cae al 2 %.

La técnica de *Lucky Imaging* es una técnica de imagen selectiva. Por tanto, para alcanzar una cierta irradiancia (magnitud) se necesita una cantidad de imágenes muy grande para acumular la energía necesaria y, si la queremos con buena calidad, pongamos dentro de ese 32 % en banda I, requeriremos tres veces más imágenes que las precisas para conseguir el mismo número de fotones en un sistema fotométrico por tiempo de integración. Así, si tomamos imágenes con un tiempo de exposición para cada una de 35 ms (el tiempo mínimo que se puede poner en una cámara Andor 512x512, la estándar de uso en el IAC), esto significa un muestreo de 28,6 imágenes por segundo. Si necesitamos un tiempo de integración de 1 min para alcanzar una magnitud dada, ello supone unas 1700 imágenes de 35 ms cada una si se utilizan todas ellas. Pero, si vamos a aprovechar sólo el 30 % de las imágenes, nos harán falta más de 5600 imágenes para alcanzar esa misma magnitud a límite de difracción en banda I.

La imagen final, en ambos casos, ocupa aproximadamente el mismo número de bits, pero evidentemente el proceso ocupa 5600 veces más. A cada bloque de adquisición de datos le llamamos cubo de datos o cubo de imágenes, ya que representa el almacenamiento secuencial de superficies imagen, como páginas de un libro, y, por tanto, 3 dimensiones de datos, dos espaciales y una temporal.

Un inconveniente de la técnica, aunque no es exclusivo de ella, es la acumulación de energía en los alrededores del punto central de apilado. Este sobre fondo es debido a la suma de las partes de cada mancha de *speckles* que rodean al pico que se selecciona para recentrar. Cuantas más imágenes sumamos más crece el pico de señal

correspondiente al disco de difracción, manteniendo su espesor, pero ese sobreondo también aumenta hasta llegar a rellenar el mínimo del primer anillo. Ello hace que perdamos la escala y, por tanto, el valor de la energía encerrada en el disco de Airy, desperdiciando el valor fotométrico equivalente de la suma. Éste es, por consiguiente, un factor limitante de la capacidad fotométrica de la técnica.

El que las imágenes que acumulamos no sean sucesivas implica que perdamos también el valor de fase de la información contenida en el disco de Airy. Por tanto, tampoco podemos extraer los datos del disco de Airy, que se corresponde con información sobre tamaño, velocidad de rotación, etc.

Al ser una técnica reciente todavía hay cuestiones que no están bien definidas, y mucho menos analizadas, y que abren un gran campo de investigación y estudio. Entre estos asuntos pendientes todavía de responder está la posible limitación para telescopios de gran abertura. Si pensamos en la ecuación de probabilidad de Fried (Eq. 2.1) en las mismas condiciones supuestas para el TCS, para un telescopio de 2,5 m la probabilidad de obtener una imagen al límite de difracción en banda I es de 0,2 %, para 4,2 m es ya de 10^{-7} %. Sin embargo, para llegar a la misma magnitud hay que tomar menos imágenes en un telescopio de mayor tamaño, lo que compensa en parte (pero no todo) este menor número de *lucky images*.

Otro punto de discusión es la limitación del ángulo isoplanático. Los estudios de atmósfera que ya hemos visto en el capítulo anterior (Sec. 1.3.1) nos indican que el campo de visión (FOV) está limitado por *seeing*, y más para inclinaciones lejos del zenit. Esto significa que, a medida que capturemos un campo mayor, la corrección que nos da una estrella no debiera poder servir más que para un FOV dentro del ángulo isoplanático y, por tanto, el campo colectado no estará corregido fuera de ese rango.

En el transcurso del trabajo realizado hemos descubierto ciertos efectos y fenómenos relacionados con la técnica de imagen secuencial, imagen afortunada, o *Lucky Imaging* que podrán aclararnos algo más estos y otros puntos.

2.6. Astrofísica

La Astrofísica observacional moderna mantiene una búsqueda constante de mejora en dos factores: profundidad en las observaciones y resolución de las mismas. Como ya hemos visto, lo primero se soluciona mediante la construcción de telescopios cada vez mayores, hasta los gigantes de 40 metros ahora mismo en proyecto, mientras que lo segundo se resuelve con todas las técnicas que hemos comentado en este capítulo.

Hoy en día son muchas las ramas de la Astrofísica que necesitan de una altísima resolución para la obtención de resultados de primer nivel. Algunas de ellas, aunque la lista es interminable, podrían ser: estudios de la calidad de la atmósfera, tanto en la Tierra como en otros planetas; detección de enanas marrones compañeras de estrellas; búsqueda de binarias en estrellas tipo M con escasa separación; parejas de enanas marrones; estudios de binarias de baja masa; estudios dinámicos de núcleos de cúmulos globulares para la detección de agujeros negros de tamaño intermedio; multiplicidad de estrellas en cúmulos y de la relación masa/luminosidad a diversas edades; estudios dinámicos de sistemas binarios cercanos al Sol para determinación de parámetros orbitales y masas de las componentes; observación de asteroides y cometas; chorros en estrellas T Tauri; detección de todas las componentes en lentes gravitatorias; binarias de rayos X persistentes y transitorias con agujero negro; nebulosas planetarias, etc⁷. Es decir, que resulta necesario desde observaciones del sistema solar hasta los más alejados cuásares. De ahí el esfuerzo que se está realizando en todo el mundo para mejorar estas capacidades de resolución.

La Astrofísica es una de las ramas fundamentales de la Física y probablemente de las más experimentales, aunque curiosamente no puede interactuar con los objetos de estudio y experimentación, sólo recibimos información de esos objetos en forma de luz, fotones u ondas electromagnéticas; es la aplicación del método científico por antonomasia. Es cierto que el número de objetos es inmenso y se observan en todas las situaciones imaginables y no imaginables, y además casi siempre hay más de un objeto en una determinada condición, lo cual nos permite validar los experimentos y las teorías en un cierto grado estadístico.

La instrumentación astrofísica se basa en la medida de la luz colectada por un telescopio, de modo que podemos valorar la cantidad de luz en una banda que nos llega de un objeto, y hablamos de fotometría. Podemos descomponerla espectralmente y trabajamos con espectroscopía. Podemos analizar su estado de polarización y será polarimetría (fotométrica o espectrométrica). Si consideramos los detectores bidimensionales, desde placas fotográficas a CCDs, seguimos teniendo los mismos procesos, aunque podemos abarcar varios objetos simultáneamente. En esta situación han transcurrido la inmensa mayoría de los estudios astronómicos y astrofísicos en toda la historia, y el problema de la atmósfera habíamos conseguido asumirlo, de manera que no importaba el que la distribución de luz de los objetos que teníamos fuera gaussiana. Hasta nos venía bien: es una curva muy bien caracterizada

⁷Puede verse un poco más extendido en la descripción de las actuales peticiones de tiempo de observación con FastCam de la sección 5.4.1

y sabemos lo que representa y qué significa, aparte de que uniformiza a todos los objetos. Sin embargo con las imágenes, además, aparece una capacidad extra, la medida de distancias y, en el caso de objetos extensos, la medida de su estructura. En este caso estamos hablando de resolución espacial y, en eso, la atmósfera sí es un verdadero problema, como ya hemos visto.

Con la fotometría podemos obtener información acerca de distancias, masas, tamaños, edades, etc., y gracias a ello hemos desarrollado toda la clasificación base y la evolución de las estrellas. Las ocultaciones y las fluctuaciones en brillo nos han enseñado a encontrar compañeras oscuras o incluso agujeros negros. La espectroscopía nos permite obtener velocidades, composición, evolución de una estrella, incluso por anomalías de los espectros detectamos compañeras ocultas. La polarimetría nos ha dado pistas para encontrar fenómenos magnéticos y rotación de algunas estrellas. Y todas ellas nos han ayudado a desarrollar las teorías de formación y evolución del Universo que tenemos hoy.

Pero ahora estamos en condiciones de afinar algo más. La tecnología nos permite ver objetos más débiles al hacer telescopios mayores y detectores más sensibles y eficientes, pero el ver objetos más débiles no siempre significa buscarlos más lejos (que aporta información de la evolución, ya que la luz que nos llega fue emitida hace mucho tiempo). De hecho, nos interesan los objetos muy débiles que están cerca. Nos interesan planetas en torno a las estrellas próximas. Nos interesa resolver estructuras de objetos casi-puntuales que están relativamente próximos: novas, agujeros negros y sistemas binarios con compañeras oscuras (enanas marrones) que establecen un paso más de la evolución estelar.

Hemos ideado técnicas para medir fluctuaciones de luz muy precisas y descomposición espectral sobremuestreada para poder detectar fenómenos debidos a objetos oscuros en las proximidades de otros más brillantes y eso nos ha permitido, entre otras muchas cosas, demostrar la existencia de planetas o enanas marrones alrededor de estrellas conocidas. Por desgracia, siempre son métodos indirectos a partir de los cuales inferimos un resultado. Conseguir el límite de difracción en las imágenes nos permite ver muy cerca de las estrellas más cercanas pero, hasta la fecha, la máxima resolución la teníamos con el telescopio espacial Hubble de 2,5 m de diámetro, que nos da un máximo de 50 mas de resolución en banda V. Por contra, en tierra son ya varios los telescopios de 8 y 10 m que pueden darnos 16 o 12,5 mas de resolución teórica en esa misma banda y alcanzando 3 magnitudes más débiles en las mismas condiciones.

La opción de tomar muchas imágenes y a alta frecuencia también puede aportar resultados interesantes e incluso novedosos o hasta algún descubrimiento no planteado. Cuando se analizan las imágenes secuenciadas puede aparecer algún objeto que «parpadee» y que, por su frecuencia, no sea detectable habitualmente o que no se le conozca tal característica, al observarlo en tiempos integrados. Es el caso de púlsares como el del cangrejo, que tiene una frecuencia de 30 estallidos lumínicos por segundo. Podríamos decir que la detección de alguno de estos objetos también es el de una imagen afortunada.

Finalmente, mencionar que el efecto de la dependencia del índice de refracción del aire con la longitud de onda produce lo que se llama dispersión cromática. Ésta es responsable de generar un alargamiento de la imagen en la dirección de la altura sobre el horizonte del astro debida a los distintos focos para cada longitud de onda. Es el equivalente a un prisma de pequeño ángulo. Para imágenes en condiciones normales la mancha de *seeing* rellena y emborrona este efecto, pero en el caso de alta resolución dicho efecto sí es apreciable. El alargamiento en la dirección zenital se debe al distinto ángulo de refracción para cada longitud de onda, suponiendo una única dirección de incidencia sobre la atmósfera a una elevación dada sobre el horizonte. Es exactamente igual a lo que ocurre en un prisma dispersor para un haz que incide con un cierto ángulo sobre una cara del prisma. Para atajar este fenómeno utilizamos lo que se llama [Atmospheric Dispersion Corrector](#) [Corrector de Dispersión Atmosférica] (ADC). En el transcurso de este proyecto diseñamos y construimos un sistema de este tipo para utilizarlo en los telescopios mayores donde, al tener mayor cantidad de luz por *frame*, el alargamiento es más detectable, pero fundamentalmente porque con las monturas alto-acimutales es muy complicado trabajar cerca del zenit, donde dicho efecto no aparece. Se realiza una descripción específica del efecto y el corrector en el anexo [A](#)

Aún queda por tener en cuenta que en Astrofísica, y Astronomía en general, no sólo la atmósfera nos degrada la información que llega de los objetos celestes, las aberraciones de toda la óptica de nuestros telescopios e instrumentos degradan la PSF que genera la abertura al transformar el frente de onda sobre el plano focal. La pérdida de la imagen de difracción (transformada de Fourier de la abertura) no sólo baja la resolución del sistema (separación discernible de los máximos en las imágenes de dos objetos puntuales), nos hace perder energía del lóbulo central esparciéndola sobre los anillos y produciendo deformaciones en la PSF ideal, que además, la variabilidad aleatoria de la atmósfera tiende a transformar en gaussianas.

Todas las técnicas que hemos revisado en este capítulo están orientadas a mejorar la resolución espacial para llegar a ver más fino y detectar, por ejemplo, más objetos en el cielo que están cerca y aún no los conocemos. La AO y MCAO han dado resultados, pero ciertamente en los años que llevan de desarrollo estos no han supuesto los logros esperados. Existen limitaciones, y no sólo técnicas, que parecen no permitir el afinar todo lo deseable. La técnica de Imagen Afortunada parece, al menos en algunos aspectos, más prometedora o, como mínimo, de resultados más directos y, sobre todo, a mucho menor coste, tal y como veremos en el resto de la tesis.

3

El diseño

*Hay una única luz de la ciencia y encenderla en
algún lugar es hacerla brillar en todas partes.*

Isaac Asimov



Hablar de diseño es un tema peligroso. Lo que habitualmente se entiende por diseño está relacionado básicamente con lo que los medios nos comunican continuamente. Se refieren a desarrollos artísticos y que son capaces de definir tendencias. Es cierto que arte viene de la raíz latina *ars*, que curiosamente equivale a la raíz griega *τέχνη* (*téchne*): ‘arte, técnica, oficio’, y que se refiere al trabajo especializado (más como los artesanos que como los artistas). Y ello es, precisamente, lo que permite hablar de diseño con toda propiedad, tanto al mundo de las artes como de la tecnología. Y sí, los diseños tecnológicos también marcan tendencias, igual que se basan en ellas.

Diseño es, en definitiva, la expresión de una idea en el límite entre el arte y la técnica. Diseño es plasmar en cálculos, dibujos o modelos las ideas de algo para crear o fabricar. Puede ser una pieza, un instrumento, una botella, una colonia o un zapato. En definitiva, es un objeto «artesanal» o «técnico» final. El paso entre diseño y modelo es plasmar la idea en un medio físico que permita transmitirla. El siguiente paso será la obtención de un prototipo, el primer objeto diseñado hecho realidad y funcionando. Este prototipo nos servirá para verificar su viabilidad, su funcionalidad y descubrir lo mejorable, lo cual generará el desarrollo del modelo final; es un instrumento, listo para producir y copiar en su caso.

3.1. Diseño Óptico

El Diseño Óptico es una disciplina que ha crecido de modo exponencial en los últimos tiempos gracias a los programas de trazado automático de rayos desarrollados para los computadores actuales.

Isaac Newton⁽¹⁾ (*Opticks*, 1718) fue el primero en expresar una formulación de la reimaginación de las lentes como sistemas paraxiales. Más tarde, Carl Friedrich Gauss⁽⁴⁾ (1841) estudió la formación de imágenes, analizando además la perturbación sobre la calidad de las mismas: aberraciones monocromáticas. Gauss consideró la forma de las lentes reales como responsables de la deformación del espacio imagen y definió la mayoría de las ecuaciones de la óptica geométrica que conocemos hoy. Años después, en 1856, Philipp Ludwig von Seidel⁽⁵⁾ desarrolló y publicó por primera vez una teoría más completa que la de Gauss para el diseño de sistemas ópticos, minimizando los términos de las aberraciones clásicas (coma, esférica, astigmatismo, curvatura de campo y distorsión en tercer orden y trifoil, tetrafoil, esférica, quadragmatismo y tricomma en quinto orden). Alexander Eugen Conrady publicó en 1929 el libro “*Applied Optics and Optical Design*”^(Con29), donde desarrolla los fundamentos

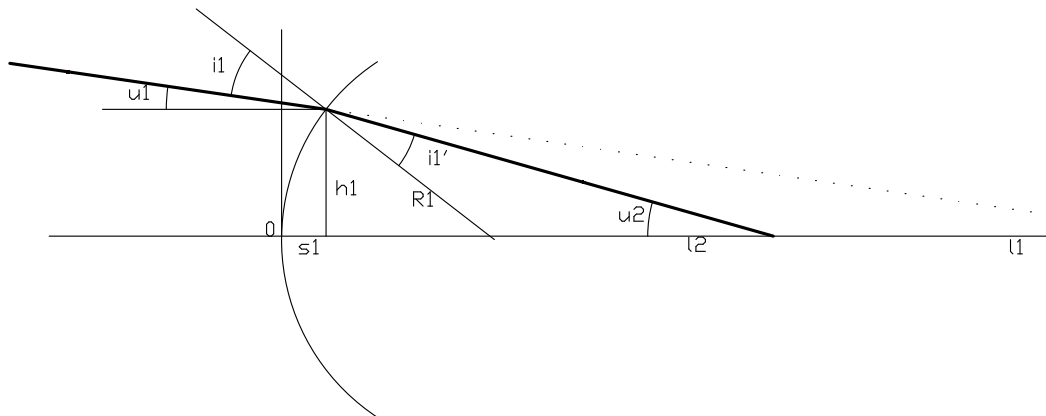


Figura 3.1: Esquema de progresión e interfaz de un rayo con una superficie en un trazado de rayos.

del diseño moderno de sistemas ópticos de calidad.

Durante muchos años el Diseño Óptico era una disciplina ejercida por unos cuantos ópticos experimentados y con un gran bagaje a sus espaldas, conseguido en la mayor parte de las ocasiones gracias a los conocimientos y habilidades adquiridas mediante sus trabajos previos. Hay toda una disciplina, óptica geométrica, que estudia la forma de las lentes y espejos y su acción sobre los rayos ópticos. Los tratamientos matemáticos con las fórmulas de teoría paraxial y ligeras aproximaciones de sistemas compuestos se han ido realizando desde finales del siglo XIX. Sin embargo, con la llegada de los computadores, ya en los años 60, se empezaron a desarrollar programas que trazaban el camino de un rayo a través de un sistema óptico.

A partir de los cosenos directores de un rayo desde un punto de origen se va calculando el punto de intersección con una superficie correspondiente a un elemento óptico. Primero con el plano que corta al eje en el vértice de la superficie, después se hace la aproximación a la circunferencia con el radio de curvatura de esa superficie. Se pasa a continuación a la intersección con la cónica o esféricas de orden superior que puedan describir la superficie. Se aplica entonces la ley de Snell, ya sea por reflexión o por refracción, y se obtienen los cosenos directores del rayo emergente, tal y como se ve en la figura 3.1. En ese momento se vuelve a reiniciar el proceso con la siguiente superficie.

Este procedimiento, hasta la irrupción de los computadores, se hacía en el mejor de los casos a mano para cinco rayos desde dos o tres puntos del objeto: eje, 0,7 del campo

y borde de **campo**. Los **rayos** trazados pasan por el centro (rayo principal), borde superior, borde inferior (rayos tangenciales), borde derecho y borde izquierdo (rayos sagitales) de la pupila de entrada. Algunos de los rayos marginales (tangenciales y sagitales) se podían evitar en ciertos casos por simetría (ver Fig. 3.2 y glosario: Rayos). Analizando la posición de los rayos en el plano imagen se pueden obtener las curvas de diferencia de camino óptico según los planos tangencial y sagital, así como distintos parámetros de separación con respecto al rayo principal que se ligan en las ecuaciones de las **aberraciones de Seidel** para dar valor a éstas, que se pueden descomponer en contribuciones de cada superficie. Como se puede imaginar, para sistemas de más de unos pocos elementos ópticos, estos cálculos se hacen laboriosos e ingentes.

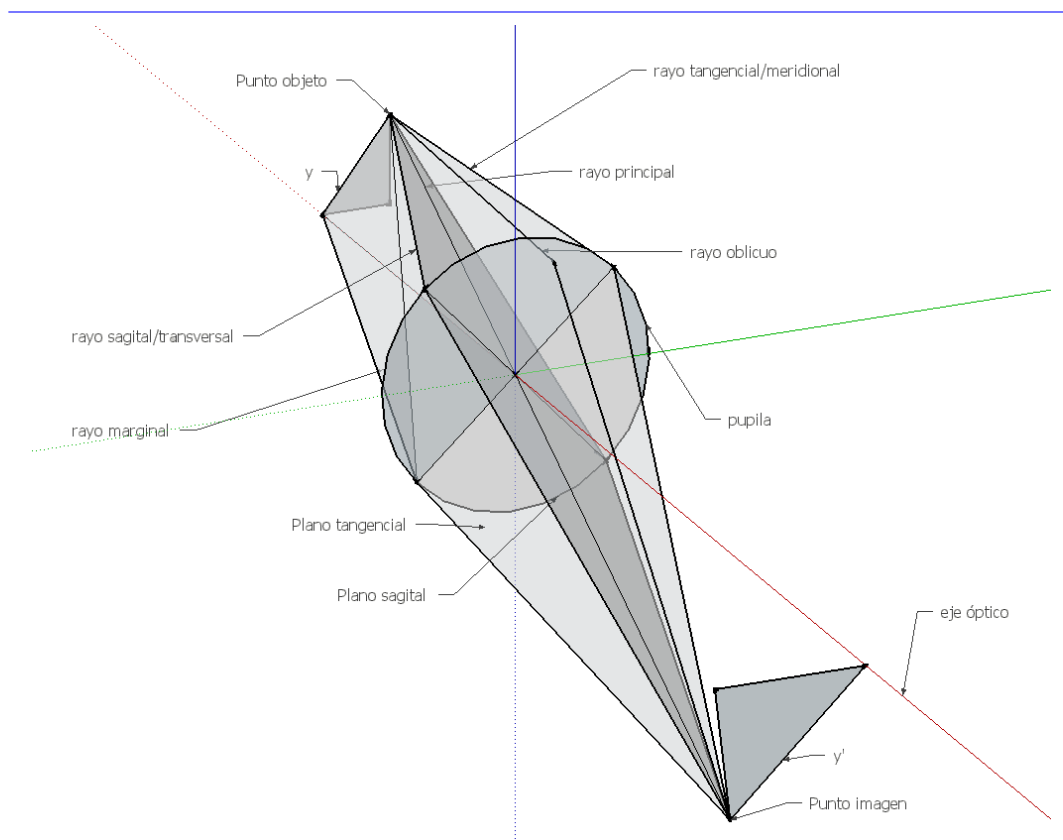


Figura 3.2: Esquema de los rayos y planos que se trazan a través de la pupila de un sistema óptico. El plano tangencial lo define el rayo principal y el eje. El plano sagital es perpendicular al tangencial y contiene al rayo principal. Los rayos que, procedentes del objeto, atraviesan la pupila son rayos meridianos cuando se confinan al plano tangencial y oblicuos el resto. Cuando estos están contenidos en el plano sagital son transversales. Los rayos que proceden del eje óptico en el plano objeto y atraviesan la pupila por el borde son los rayos marginales.

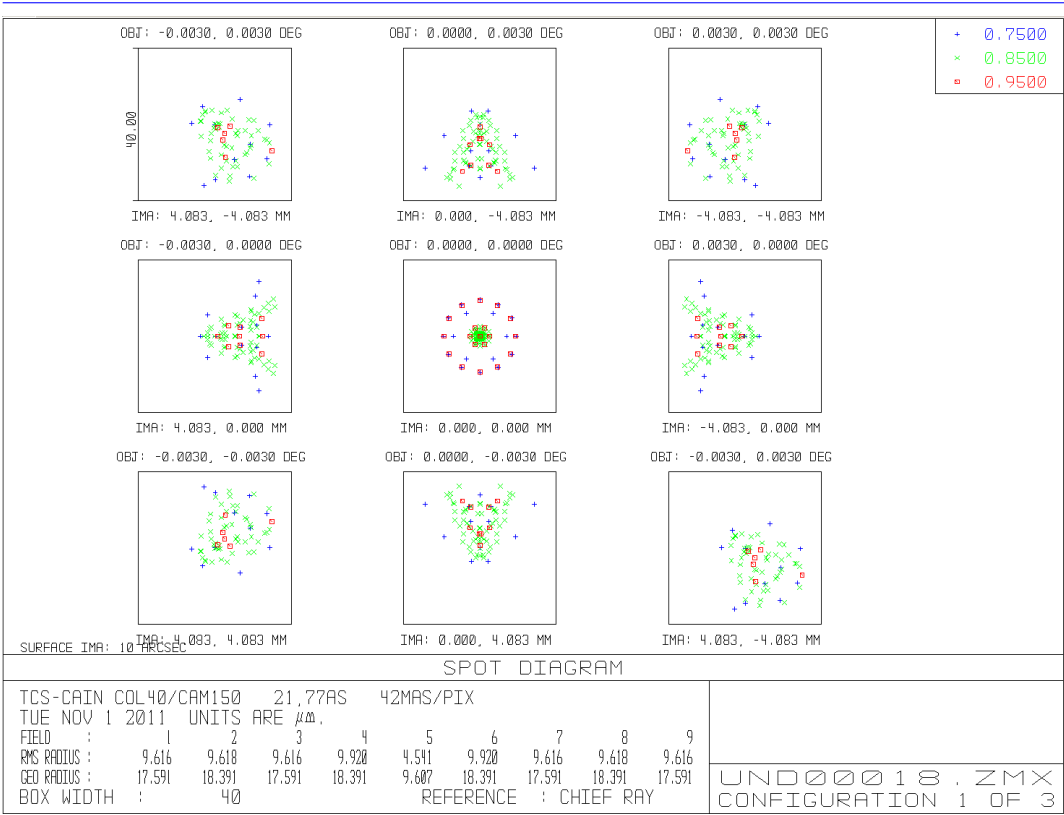


Figura 3.3: Diagrama de manchas de un diseño. Para cada punto objeto y su correspondiente imagen, con una escala de $40\mu m$ de lado de la caja de campo, se ven las intersecciones de los rayos procedentes de la fuente, pasando a través del sistema óptico, con la superficie imagen. Cada color denota una longitud de onda.

La ventaja de los cálculos por computadora está en que el número de rayos y número de superficies a manejar puede ser muy grande, y se pueden afinar las curvas de aberración y valorar con mucha mayor precisión las aberraciones del sistema. También aparecen los diagramas de “spot” o de «manchas», que representan los puntos de impacto de cada rayo sobre el plano imagen y que nos dan una idea de la forma que toma la distribución de intensidad en la imagen de un punto (PSF) y, además, para muchos puntos del campo. Pero lo más exitoso está en la posibilidad de optimizar el sistema de modo automático, es decir, ajustar los valores de curvaturas y espesores y distancias que hacen que las PSFs de todo el campo sean lo más pequeñas posible. En los modernos programas ya se pueden añadir muchos más parámetros para la optimización, todos los cuales se ponderan según la importancia de minimización en una función que define al sistema y que se conoce como «función de mérito».

Cada programa de Diseño Óptico tiene sus propias características, estando unos más orientados a análisis del sistema, con grandes potencialidades gráficas, cálculo de tolerancias, análisis de frente de onda y difracción (figuras de energía y resolución en frecuencias espaciales), etc. Otros, sin embargo, se orientan más a posibilidades de diseño a partir de la variación de vidrios o por la utilización de potentes funciones de mérito definidas para la optimización. Un tercer grupo se centra, no obstante, en la facilidad de uso e implementación de componentes o elementos ópticos más sofisticados. La definición del sistema suele ser una tarea costosa. Cada programa tiene su formato de datos y, si bien los valores fundamentales son la curvatura, diámetro, material y distancia hasta la siguiente superficie, las condiciones y forma del sistema pueden complicar mucho esta información. Existen sistemas descentrados, reflexiones que cambian el ángulo, superficies o pupilas *apodizadas* o con un agujero, como en un primario Cassegrain. Elementos como redes de difracción, fibras ópticas y *arrays* o superficies multielementos dificultan aún más, si cabe, la definición del sistema. Y, en numerosas ocasiones, uno prefiere la comodidad de manipulación a otras potencialidades más sofisticadas que no son siempre imprescindibles.

El proceso de diseño se puede hacer automático a partir de un sistema óptico básico, dándole libertad al programa para que varíe todos los parámetros de modo iterativo valorando la función de mérito y encontrando la combinación para el mínimo. Esta técnica se denomina de optimización global, y es muy lenta y conduce a resultados poco satisfactorios. Se puede hacer una optimización automática controlada, en la que el diseñador define los parámetros variables en la optimización. Es la técnica más usada y son varios los programas que funcionan bien con esto. Finalmente, también se puede realizar una optimización por análisis, en la que el diseñador controla y analiza el resultado de cada cambio en los parámetros, decidiendo si continúa la optimización o retoma otros valores de partida o parámetros a optimizar.

El principal problema a que se enfrenta normalmente un diseñador hoy es definir el sistema de partida. Existen métodos para analizar y escalar algunos de los sistemas ya existentes que, a partir de la transmisión, aumento, campo, *f-no*, u otros factores, nos dejan elegir un sistema de partida más o menos adecuado. En cualquier caso, los resultados más apropiados pueden diferir mucho del original, y el inconveniente suele ser el coste final del sistema. La fabricación de lentes se debe ajustar a los radios calibrados o patrón de un fabricante, y eso implica ligarse, hasta cierto punto, a dicho fabricante ya desde el proceso de diseño y, al ser sistemas únicos, el resultado es muy caro. En instrumentación astronómica, y todavía más si se trabaja en infrarrojo, los

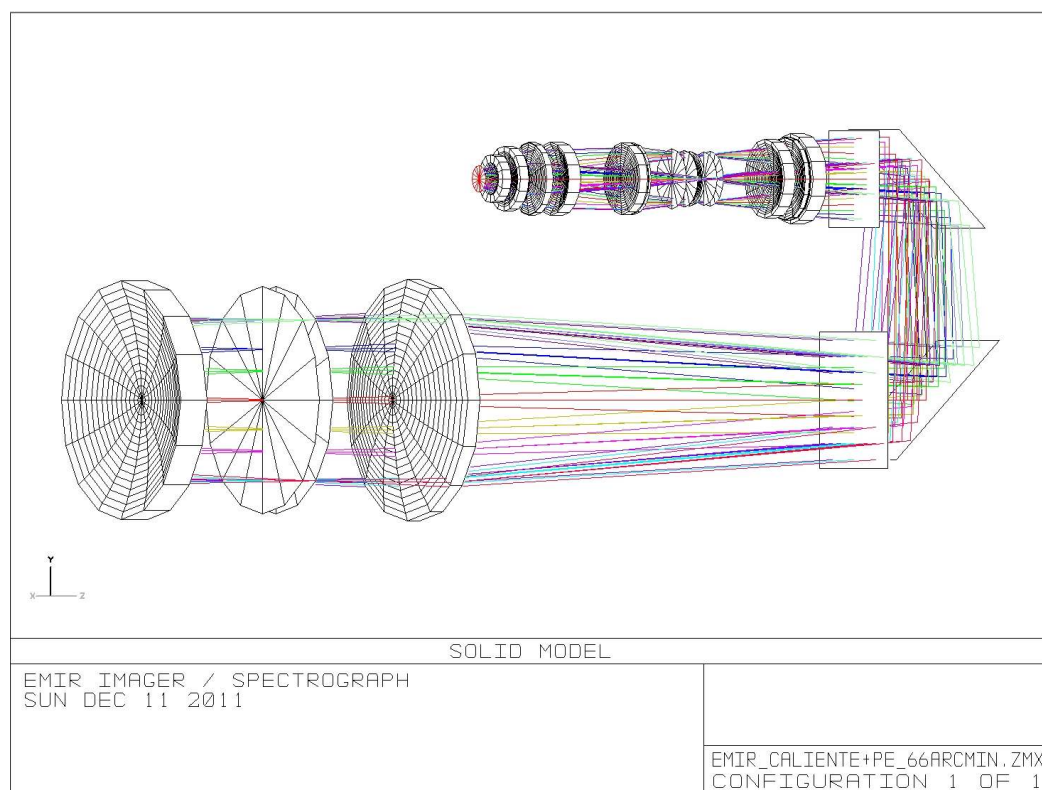


Figura 3.4: Trazado de rayos 3D del sistema óptico de EMIR.

materiales son más especiales, delicados y caros, y el coste de un sistema óptico para un instrumento es, en general, una parte muy importante del valor del mismo.

Uno de los inconvenientes de las funciones de mérito es que no se pueden optimizar en función de lentes de catálogo, es decir, hacer y optimizar el diseño usando lentes de fabricación en serie según los datos de un catálogo. Así pues, otra de las técnicas de diseño que todavía sigue siendo semiautomática es el diseño y optimización a partir de lentes de catálogo. En ésta, es el diseñador el que va probando, no ya los cambios en una superficie, separación, material u otros parámetros, sino que directamente se cambia la lente completa, ya sea por cambio de focal, material, dimensiones, posición o componentes en caso de un doblete acromático. En este caso, igual que en el diseño de optimización por análisis, el diseñador revisa los resultados del cambio y valora la mejora. Se puede ayudar al proceso de optimización dejando variables sólo los parámetros que no afectan a la estructura de las lentes, aunque en ocasiones se puede cambiar una lente en concreto que permita darnos una idea de cuál sería la más apropiada e intentar conseguir la más parecida en un catálogo.

A pesar de ser muy interactivo y de basarse en la selección humana en muchos casos, sobre todo cuando se sabe bien cómo se comporta o se debe comportar el sistema óptico, es un método de trabajo relativamente rápido, ya que no requiere procesos de ajuste a fabricación y, al servirse por catálogo, la disponibilidad es casi inmediata. Éste sigue siendo uno de los métodos preferidos por los ópticos con experiencia o que no son diseñadores puros. Y, sobre todo, esto es factible sólo en sistemas que no se consideran en el límite del «estado del arte» de las capacidades instrumentales (grandes campos, resolución, ancho de banda, etc.).

Así pues, podemos decir que el diseño de un sistema óptico tiene hoy herramientas adecuadas para ser una tarea abordable en proyectos incluso de pequeño tamaño. Ahora bien, para diseñar un sistema óptico hay que saber qué es lo que se pretende, cuáles son los requerimientos científicos y cuáles deben ser las prestaciones mínimas. También es necesario conocer los límites de trabajo, es decir, parámetros negociables, y cuáles son imprescindibles, así como los condicionantes del sistema, ya sea el telescopio o el detector. Y, finalmente, se ha de tener en cuenta que el científico siempre intentará llegar más allá en las especificaciones.

En instrumentación astronómica el principal condicionante siempre es el telescopio en el que vamos a observar. Los parámetros del telescopio que necesitamos en primera aproximación (podríamos llamarlos de primer orden) son la abertura, el f -no y el campo. Aunque este último suele definirlo inicialmente el científico, el telescopio estará optimizado hasta un cierto valor a partir del cual las aberraciones intrínsecas son muy difícilmente asumibles o bien, simplemente por fabricación, existe alguna limitación física al diámetro del campo en el plano focal. Con el f -no y el diámetro de pupila conoceremos la focal y, con ello, la escala de imagen y la resolución. A partir de aquí el trabajo consistirá en llevar al detector la imagen del campo deseado con la escala y resolución apropiadas.

La escala la marca el tamaño del detector y el campo que queremos tener en él. La resolución nos la da el tamaño del elemento de muestreo, píxel. Existen distintas circunstancias que pueden hacer que los requerimientos condicionen uno de los dos valores. En general, lo que se desea es conseguir la mayor cantidad de energía posible en el menor número de píxeles para un campo dado. Lo que puede ocurrir es que el campo sea tan grande que la imagen del objeto puntual caiga dentro de un único píxel. En este caso se debe reducir el campo para que la imagen (PSF a mitad de altura) ocupe al menos 2×2 pix, tanto por muestreo de la propia PSF como por evitar confusiones con píxeles defectuosos o rayos cósmicos. Otro caso extremo es requerir una imagen de gran campo pero con una PSF degenerada para poder medir bien la

imagen a fin de obtener algún tipo de información (espectro o fotometría relativa) o para no saturar píxeles con la idea de alcanzar rangos dinámicos grandes (objetos muy brillantes y muy débiles en el mismo campo). El ejemplo por antonomasia es el llegar al límite de difracción y muestrearlo. En este caso, lo que condiciona al sistema es el disco de Airy y, si se quiere un muestreo apropiado, hemos de pensar en un disco central de 5 pix de ancho donde idealmente el píxel central coincida con el máximo y los extremos con los mínimos del primer anillo, dejando un píxel a cada lado del máximo como muestreo de la curva. Si hablamos de resolución, se considera el ancho mitad o **FWHM**, que equivale a algo más/menos de 2 píxeles. En este caso, el campo total viene dado por la resolución del telescopio multiplicado por el número de píxeles dividido por 2.

Si el instrumento es multi-propósito, es decir, se va a instalar en más de un telescopio, habrá que diseñar un sistema óptico para cada caso, salvo que los parámetros de algún telescopio puedan compensarse.

3.1.1. CodeV™, Zemax™, Oslo™

Los programas de Diseño Óptico aparecieron pronto con los primeros computadores, dada la directa aplicación a procesamiento de datos masivo. Como se ha comentado, el cálculo de trazado de rayos es una tarea reiterativa que sólo depende del número de superficies y de la cantidad de rayos que se desea trazar y número de puntos en el plano objeto e imagen para el que tenemos información. A mayor cantidad de rayos más información de la distribución de la función de punto en el plano imagen, y de paso de las interacciones de cada superficie con cada rayo y, por tanto, de su contribución a las aberraciones del sistema. Es cierto que se trata de una distribución de punto geométrica, pero si trazamos una cantidad suficiente de rayos puede aproximarnos a la **PSF** del sistema. Además, el tener suficientes rayos nos da mucha resolución para conocer las curvas de aberración en función del campo.

Uno de los primeros y más importantes programas de Diseño Óptico es **Code-V**. Optical Research Associates (ORA) nació en 1963 como una empresa de servicios de Diseño Óptico. A finales de los años 60 del siglo pasado empezaron a ofertar el uso de sus programas de trazado de rayos ejecutándose vía telnet en un servidor *mainframe* en modo remoto. En los 70 pasó a ser **Code-V** y, con el advenimiento de los computadores individuales, *workstations* y ordenadores personales (PC), se inicia la distribución del paquete de *software* en los años 80.

Probablemente por su historia de ejecución en modo terminal remota, una de sus principales características es la potencia de ejecución de este *software* en modo co-

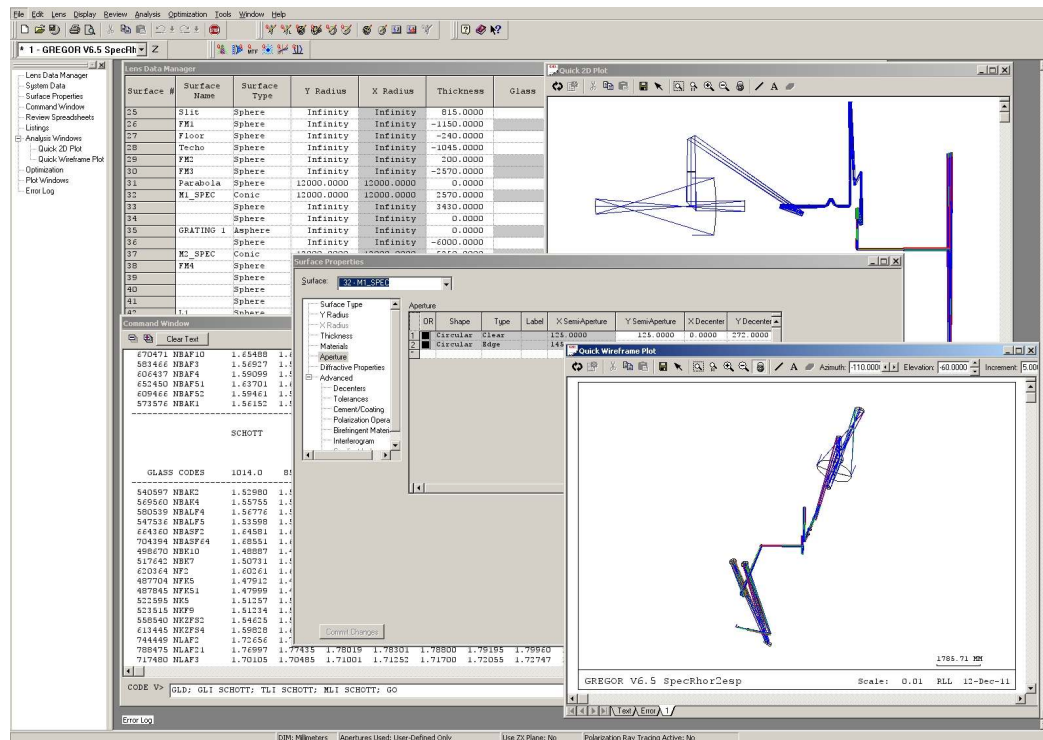
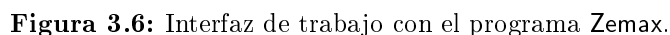


Figura 3.5: Interfaz de trabajo con el programa Code-V. Telescopio GREGOR con el espectrógrafo de alta resolución.

mando. Todas las operaciones se pueden realizar en su línea de comandos, mostrando los resultados de la función. El desarrollo inicial se hizo en UNIX, y para Sun-OS se desarrolló una versión gráfica basada en ventanas, menús y tablas. Pero, tras la aparición de MS-Windows NT, se rehizo una adaptación a este sistema operativo dejando, a partir de 2000, el soporte a otros sistemas operativos.

Code-V es posiblemente el «estado-del-arte» en Diseño Óptico gracias a sus elaboradas funciones y funcionalidades. ORA lo define como un programa de Diseño Óptico «para modelar, analizar, optimizar y dar soporte a fabricación para el desarrollo de sistemas ópticos». Lo cierto es que tiene gran cantidad de bases de datos y catálogos que le permiten acceder a costes de vidrios y materiales, de modo que es capaz, además de calcular masas y dimensiones de fabricación, de valorar el coste del material necesario para la fabricación. Tiene también una *función de mérito* excepcionalmente eficiente, en la que la única intervención del usuario es sobre los pesos aplicados en cada caso a ciertos factores de los que se quieren optimizar. Sólo permite activar o desactivar los parámetros ópticos que se desea que se optimicen, y en su



Code-V es el programa de Diseño Óptico por antonomasia, y define hoy los patrones de fiabilidad en el desarrollo de un Diseño Óptico.

Zemax es el programa de Diseño Óptico más extendido hoy y actúa como un estándar. Es un programa meramente en entorno gráfico, aunque tiene un lenguaje de programación para generar comandos específicos. Ese lenguaje es el que usa al mismo tiempo para referenciar los términos y parámetros de los distintos editores y la [función de mérito](#), que en este caso es totalmente accesible para el usuario. Zemax es un programa originado en los 90 y que se inició como gama media orientado fundamentalmente a análisis, y con ciertas originalidades encaminadas a simplificar los parámetros de definición y configuración de sistemas ópticos complejos en forma y orientación en el espacio. Incorpora al sistema un tipo de superficie especial que redefine las coordenadas del eje óptico a partir de ella, produciendo inclinaciones, orientaciones y descentrados de un modo rápido, integrado e intuitivo. Y ello hizo

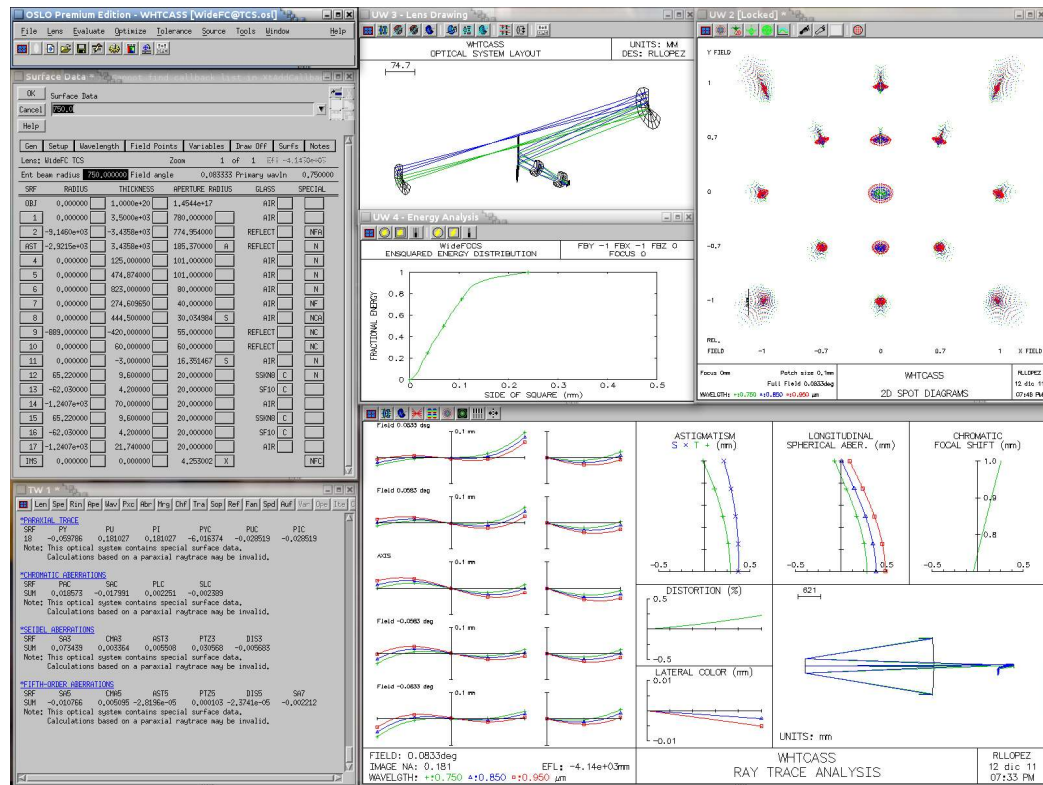


Figura 3.7: Interfaz de trabajo con el programa OSLO, diseño de Wide-FastCam.

que rápidamente se colocara por encima de otros programas con mayor tradición y peso en el campo del diseño como el Sigma-PC de Kidger Optics u Oslo de Sinclair Optics, amén de otros que nunca llegaron a sobresalir.

Zemax, que también sólo se ejecuta en MS-Windows, es precisamente el programa que más se ha adoptado, por su simplicidad y precio, dentro de la comunidad de diseñadores. Los parámetros ópticos se definen en una tabla en forma de hoja de cálculo: editor de datos. Aquí se introducen los valores de aberturas, tipo de superficie, distancias, materiales, curvatura, conicidad, descentrados, *tilts*... Cuando se analizan distintas funcionalidades del sistema se pueden definir las diferentes variaciones de cada parámetro en un editor de configuraciones. El otro editor fundamental de este programa es el de optimización, donde se modifican o insertan los parámetros de la función de mérito que, en principio, es totalmente definible por el usuario, si bien el programa proporciona una figura de mérito por defecto sobre la que se pueden añadir líneas personalizadas. Además, hay un editor de parámetros extra que se pueden enlazar a ficheros programados por el usuario (lenguaje zpl o en librerías

compiladas dll), y trae también un editor para sistemas «no secuenciales».

Los programas de trazado no secuencial se han desarrollado a partir de los 90, y se iniciaron para analizar luz difusa dentro de sistemas ópticos. Sin embargo, rápidamente se orientaron a sistemas de iluminación dada la capacidad de estudiar las interacciones con múltiples materiales y reflexiones en muchas superficies de distintas características (ASAP, Trace-Pro, Light Tools). No obstante, **Zemax** ha mantenido las características específicas para sistemas ópticos sin la necesidad de recurrir a un programa para diseño y otro para análisis de luz difusa. Adicionalmente, con las nuevas técnicas en sistemas ópticos, el estudio de trazado «no secuencial» se vuelve muy útil como en sistemas de *array*, ya sean espejos, fibras, varias fuentes y con problemas de absorción o coherencia, etc¹.

Queremos mencionar el programa de **Computer Aided Optical Design [Diseño Óptico Asistido por Computador] (CAOD) OSLO**. Este programa, ahora mantenido por Lambda Research, es el único que sigue conservando una versión UNIX. Es una aplicación que, sin grandes pretensiones, contempla los recursos básicos para el desarrollo de un Diseño Óptico, pero está altamente orientado a evaluación de sistemas ópticos. Tiene una gran flexibilidad y multitud de opciones para presentar datos tanto en modo numérico como gráfico. No es un programa que yo haya usado para el desarrollo de ningún diseño. Sin embargo, sí que merece la pena invertir un tiempo, una vez definido el sistema requerido, en introducir los datos del conjunto. Esto es así porque la mayor parte de las veces los valores no se pueden importar, ya que los instrumentos suelen complicarse demasiado y hay muchos parámetros no soportados por las rutinas de conversión.

Son destacables las gráficas de presentación de los diagramas de manchas, directamente ordenadas según su posición en el campo o los informes gráficos con todas las curvas de aberración tangencial y sagital, diferencias de camino óptico (OPD), que representan las deformaciones del frente de onda, el color lateral y la distorsión, todo en una ventana, como puede verse en la figura 3.7.

¹Veáse <http://www.Zemax.com/kb/articles/54/1/Exploring-Non-Sequential-Mode-in-Zemax/Page1.html>, y <http://www.Zemax.com/kb/articles/33/1/How-to-Create-a-Simple-Non-Sequential-System/Page1.html>

Reflectores facetados, Distribuciones de lámparas, Prismas, División de rayos, *Scattering*, Óptica difractiva, Modelado de coherencia, Creación de geometrías complejas, Análisis de absorción, etc.

3.1.2. Complementos de cálculo: Matlab™/Octave, Calc/Excel™

Además de los programas específicos de Diseño Óptico que mencionamos anteriormente, en Diseño Óptico se hace uso de otros programas como complemento para valorar y ponderar otros parámetros y factores que influyen y definen, o ayudan a definir más bien, el sistema óptico. En ciertas ocasiones merece la pena elaborar funciones o «macros» internas para acceder o calcular ciertos resultados dependientes del trazado de rayos o del frente de onda en alguna superficie específica o fantasma para valorar el comportamiento de la óptica. Esto resulta positivo cuando es para la obtención de datos de un modo repetitivo y de acceso rápido que dependen mucho de los parámetros del sistema y que cambian con cada modificación de los valores del sistema óptico.

En otros casos son detalles que afectan a consideraciones mecánicas o factorizaciones geométricas que implican otros componentes no activamente pertenecientes al sistema óptico, como pueden ser limitaciones mecánicas, detectores o simplemente escalas, ángulos o resoluciones.

Desde el punto de vista de cálculo puro y procesado de datos, el uso de programas desarrollados específicamente para cada sistema óptico es poco eficiente. Así, el desarrollar programas en C, Fortran o similar deja poco margen para modificaciones o variaciones, y tanto para la entrada como para la salida de datos se precisa un protocolo elaborado. Antiguamente teníamos pocas posibilidades y, en general, recurriamos a las calculadoras, fundamentalmente programables. Pero el uso hoy de programas auto-compilables o interpretados como IDL y Matlab, o sus equivalentes “*open source*” Octave, SciLab,..., permite una interacción rápida y dinámica con los datos o las posibles variaciones del sistema óptico. Además, ofrecen una modelización y verificaciones gráficas que no nos dan los programas de Diseño Óptico de modo directo.

Es también apropiado el uso de «hojas de cálculo», dada la posibilidad de presentación de datos interrelacionados de modo que conseguimos dirigir o modificar, en pequeñas parcelas, parámetros que pueden depender de otros factores. Un ejemplo claro que, de hecho, usamos de modo casi general, es el estudio de errores, restricciones y tolerancias conocido como *error budget* (presupuesto de errores) de un sistema óptico. En estas hojas presentamos el resultado y cómo se modifican todas las tolerancias relacionadas dentro de unas restricciones que serán las especificaciones y demás parámetros mecánicos, térmicos, económicos o materiales que afectan a los componentes ópticos (diámetros, sobrediámetros, soportes, apoyos, acoples, sujetos, separaciones, espesores, biseles, bordes, curvaturas, etc.).

Las hojas de calculo también nos permiten elaborar tablas que nos facilitan visualizar de un modo rápido un grupo de parámetros que definen el sistema y que varían mucho con pocos cambios. Ejemplos de esto son las resoluciones o dispersiones, tamaños de los *spots* y número de píxeles en una PSF, que dependen de la longitud de onda; o la escala de imagen sensible a cambios de aumentos y, por tanto, de pequeñas variaciones de la estructura de los componentes ópticos; o, simplemente, cuando planteamos un sistema inicial donde sólo buscamos los datos de primer orden del sistema óptico y necesitamos un «tanteo» de algunos valores de ciertos parámetros.

La potencia de programas como Matlab o, incluso en cierto modo mejor, Octave, reside en poder desarrollar rutinas o interfaces con los propios programas de diseño a través de librerías que comparten o acceden a las posiciones de memoria donde están los datos. O bien mezclas entre macros internas de los programas de diseño que salvan datos y “*scripts*” o librerías de cálculo que acceden a los mismos y los procesan. De este modo se pueden obtener determinados resultados o gráficos. Estos nos ayudan, por ejemplo en una optimización, a definir mejores rutas de ajustes o minimización, determinando cuál puede ser una mejor tendencia de vidrios o espesores o curvaturas o a desplazar las tolerancias demasiado rígidas, en algún componente, a otros parámetros menos críticos.

También existen programas o rutinas de código abierto que hacen trazados de rayos y que permiten definir sistemas de partida cerca de lo que se requiere. Asimismo, permiten evaluar de modo específico ciertos casos o comportamientos del sistema, como son las distribuciones de los diagramas de manchas, y también, ponderar los distintos campos para obtener esparcimientos gaussianos uniformes definiendo el desenfoque, inclinación o curvatura del plano focal o, en su caso, alguna variación no contemplada por los programas de Diseño Óptico más rígidos.

Tenemos desde hace mucho tiempo varios *scripts* de uso habitual en cada proceso para calcular distintas combinaciones de espejos en telescopios, o las cónicas complementarias para reducir coma o astigmatismo con respecto a una cónica previa. Del mismo modo, también se dispone de muchas rutinas para cálculos de energía, PSF, combinaciones de lentes o parámetros de posición, espesor, etc., para distintas posibilidades. Finalmente, también tenemos otros muchos desarrollos más específicos elaborados para diseños previos.

3.2. Diseño Optomecánico. Consideraciones prácticas

A pesar de todas las instalaciones a las que tienen acceso los científicos del IAC, entre ellas dos de los mejores observatorios astronómicos y el mayor telescopio visible/infrarrojo del mundo, existían campos de investigación y objetos de estudio que no podían ser alcanzados. Era necesario disponer de un instrumento que permitiese obtener resoluciones espaciales sin precedentes desde tierra. Por desgracia, la Óptica Adaptativa no está suficientemente avanzada y su implantación resulta excesivamente cara. Cuando planteamos la idea de probar la técnica de *Lucky Imaging* nuestra intención ya era aplicarla a numerosas ramas de la Astrofísica, desde planetas extrasolares hasta agujeros negros, tanto de masa solar como los de tipo galáctico. Estos dos campos son ejemplos extremos, y ciertamente muy complicados, de posibles aplicaciones de esta nueva técnica. En el caso del estudio del entorno (horizonte) de los agujeros negros el problema fundamental para aplicar el *Lucky Imaging* procede de la longitud de onda que se debería usar, que consideramos que tendría que ser, como mínimo, a partir de la banda H ($1,6\mu\text{m}$) debido a las interacciones y densidad de la materia alrededor. Y, en lo que se refiere a los planetas extrasolares, debido a que la resolución ha de llevarse al extremo en longitudes de onda azules (banda B $< 500\text{ nm}$). En el caso infrarrojo los males proceden de que los detectores infrarrojos existentes hoy en día que son suficientemente rápidos para aplicar esta técnica presentan un ruido totalmente inaceptable. En la parte azul del rango visible, por contra, el problema está en lo agitada que resulta la atmósfera en esas longitudes de onda.

En la elección del tipo de instrumento a realizar se juntaron diversos factores: 1) el desarrollo de nuevos detectores tipo [EMCCD](#) que permitían una lectura suficientemente rápida como para «congelar» la atmósfera sin que vaya acompañado de mucho ruido de lectura; 2) mi experiencia previa en proyectos de imágenes cuasi-perfectas gracias a mis colaboraciones con instrumentos solares; 3) el hecho de que en el IAC otro proyecto, SCIDAR, estaba trabajando con una cámara [EMCCD](#) para medir la calidad del cielo; 4) el bagaje adquirido por el IAC en numerosos campos tecnológicos, como las [Field Programmable Gate Array \[Matriz de Puertas de Campo Programable\] \(FPGA\)](#), que podrían complementarnos. Todos estos factores nos «empujaron» a la realización de un instrumento totalmente distinto a lo que se había visto en el IAC hasta entonces. No obstante, una vez seleccionado el detector a usar, y dado que su sensibilidad en banda B, aun siendo baja, todavía parece tener una respuesta aceptable, decidimos pensar en un instrumento que trabajara en las bandas

B, V, R e I². En ese momento se determinó preparar un prototipo rápido a partir de una cámara CCD de la firma ANDOR que se disponía gracias a otro proyecto, con un detector EMCCD de 128×128 pix de 24 μm/pix con una *peltier* que permitía alcanzar temperaturas de hasta −50°C y capacidad para refrigeración por circuito cerrado hasta −90°C.

La velocidad (tiempo) de lectura llegaba a 10 ms para todo el sensor, y podía lograr incluso 1 ms para una ventana de 32×32 pix. Además, contábamos con otro factor que jugaba a nuestro favor: teníamos a nuestra disposición y «al lado de casa» un telescopio profesional para realizar las pruebas, el Telescopio Carlos Sánchez (TCS), con 1,5 m de diámetro de su espejo primario.

La preparación de un prototipo era una tarea más complicada. En primer lugar por el interés en probarlo en el menor tiempo posible y, en segundo lugar, por la dedicación de los ingenieros mecánicos, que en ese momento estaban todos concentrados en los últimos estadios de fabricación y montaje del instrumento OSIRIS para el Gran Telescopio Canarias (GTC) y en las especificaciones de fabricación de distintos subsistemas del proyecto EMIR, también para GTC.

Desde el primer momento se decidió que yo me encargaría del diseño optomecánico del prototipo del instrumento, que en febrero de 2006 bautizamos como FastCam (FC). Entre otros muchos factores, esto se debió a mi experiencia en temas de AIV, al acceso que tenía a los talleres del IAC (debido a mi implicación en los AIV de OSIRIS y del espectrógrafo de alta resolución para el telescopio solar GREGOR aparte de otros proyectos), además de mi conocimiento y experiencia con el TCS y a los trabajos previos que había realizado con otros instrumentos de mejora de calidad de imagen.

Ya que lo más complicado de fabricar podría ser el soporte e interfaz con el telescopio, decidí recurrir al reciclado de un banco de pruebas que ya había diseñado y utilizado en 1995 para las pruebas de desarrollo de un sensor de frente de onda dedicado al alineado de telescopios. Se trata de un pequeño tablero óptico de acero, rigidizado con una estructura de panal de abeja y un patrón de agujeros roscados, de 300×400 mm de tamaño, al que acoplamos un perfil en L y unos tirantes de aluminio que actuaban como puntos de fijación a la interfaz de la cámara infrarroja CAIN en el TCS.

Una vez seleccionada esa montura, se trataba, entonces, de hacer un diseño del sistema óptico que permitiera ajustar la CCD y una rueda de filtros con sus sistemas de fijación. Y habría que diseñar a continuación los sistemas soporte y de fijación de

²B 450 nm, V 550 nm, R 650 nm, I 850 nm.

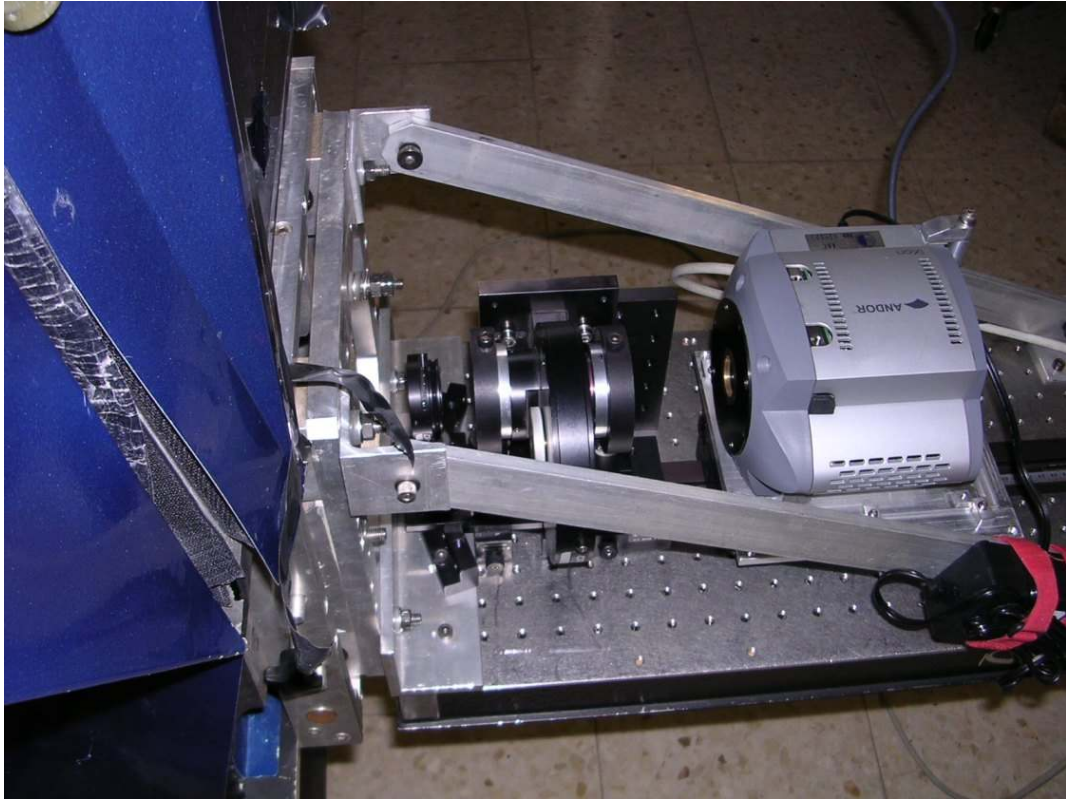


Figura 3.8: Primer montaje de FastCam en el TCS, en marzo de 2006, con un banco óptico, soportes de laboratorio y una rueda de filtros manual.

todos los componentes.

3.3. Diseño de la óptica

Lo habitual cuando se planea un proyecto que implica un Diseño Óptico es establecer qué es lo que se requiere en cuanto a calidad óptica, aunque otros factores como el campo de visión también resultan muy importantes para poder iniciar los cálculos. En Astrofísica, en general, las decisiones suelen ser muy obvias y directas. Cuando se tiene un detector $X \times Y$ pix lo que se suele pedir es, al menos, dos píxeles para el ancho a mitad de altura de la imagen de una estrella. Si se calcula para un *seeing* de 0,5 arcsec, rápidamente queda todo definido. Es decir, consideramos una gaussiana con el 50 % de la energía en un FWHM de 0,5 arcsec y 2×2 pix. En otras ocasiones se requiere que sea el 84 % de la energía, aunque entonces ha de ir normalmente en

3 (y no 2) píxeles. En cualquier caso, la escala de imagen se obtiene directamente, y ésta es la forma de definir la calidad de imagen también directamente.

Nuestro instrumento era diferente en este sentido, ya que no buscamos una gaussiana y no tenemos la referencia del *seeing*, porque lo que pretendemos es muestrear el límite de difracción. El ancho a media altura es aproximadamente la mitad del diámetro del disco de Airy y límite de resolución del telescopio, pero en nuestro caso ya no está tan claro que lo que queramos sean los 2 pix, como en la situación anterior. A pesar de todo ello, sí que había que requerir al equipo de ciencia que estableciera un criterio para poder definir los parámetros de trabajo imprescindibles para crear este nuevo instrumento .

3.3.1. Especificaciones

En resumen, lo que se requería por parte del equipo científico del proyecto era un instrumento capaz de obtener imágenes varias decenas de veces por segundo, que pudiera observar en el rango visible (o en parte de él), con un detector de 24 *micra*/pix y con una estabilidad mecánica y óptica espectacular. Y, todo ello, en el menor tiempo posible y casi sin presupuesto. Es decir, se deseaba obtener algunas de las mejores imágenes jamás logradas desde tierra sin apenas gasto en un tiempo récord, y lo conseguimos.

Habría que empezar diciendo que necesitamos ajustar varios de los parámetros con los que íbamos a trabajar para poder definir los requerimientos científicos. Como tenemos fijo el telescopio y vamos a usar un detector determinado, tendremos que ajustar una escala de imagen en función del muestreo deseado. O, quizás mejor, llegar a un compromiso.

Los datos de partida, con valores de redondeo, que ponemos sobre la mesa para hacer las primeras valoraciones, son:

Tabla 3.1: Parámetros de partida. Datos del TCS y la CCD.

Diámetro del TCS:	1520 mm
f -no:	13,8
Detector :	128 pix
Píxel:	24 μ m

Teniendo en cuenta estos datos calculamos los parámetros base del telescopio y la relación con el detector.

En primer lugar, el límite de resolución es:

$$\theta = 1,22 \frac{\lambda}{D} = 6,91 \cdot 10^{-7} \text{ rad} \equiv 0,142'' ,$$

donde la longitud de onda, λ , que hemos tomado es 850 nm ³. Eso significa que el diámetro del disco de Airy es de $0,284 \text{ arcsec}$ y equivale a $2,44 \lambda \cdot 13,8 = 28,62 \mu\text{m}$.

Partiendo de estos datos podemos construir una tabla con los valores para varias condiciones de muestreo obteniendo distintos tamaños de escala de placa y de campo que se ajustarán con el aumento del sistema óptico que debemos calcular y diseñar.

Tabla 3.2: Parámetros calculados para el Sistema Óptico.

Muestreo (pix/DA)	PSF(μm)	Aumento(Γ)	Escala placa (arcsec/pix)	Campo(arcsec)
3	$3 \times 24 = 72 \mu\text{m}$	$72/28,62 = 2,52$	$0,284/3 = 0,095$	$128 \times 0,095 = 12,16$
4	$4 \times 24 = 96 \mu\text{m}$	$96/28,62 = 3,35$	$0,284/4 = 0,071$	$128 \times 0,071 = 9,09$
5	$5 \times 24 = 120 \mu\text{m}$	$120/28,62 = 4,19$	$0,284/5 = 0,057$	$128 \times 0,0568 = 7,27$

La [tabla 3.2](#) nos da una muestra de las condiciones a las que nos enfrentamos al plantearnos el problema de qué sistema óptico calcular para su implantación en FastCam. La decisión sobre cuáles son los requerimientos y, por tanto, cuáles van a ser las especificaciones del sistema se reducen fundamentalmente a decidir el muestreo versus el campo. La respuesta parece obvia teniendo un límite de resolución de 142 mas (milisegundos de arco) y una escala de placa de la mitad, es decir, 2 píxeles, que es el mínimo valor admisible para considerar el muestreo de la resolución. Sin embargo, el problema viene por el hecho de que, al ser plausible que haya ruido o contaminación de la señal de una figura de difracción sobre otra, ya sea por el *seeing* o por las aberraciones del sistema, lo más probable es que, en el límite, los resultados aparezcan difusos.

El inconveniente, no obstante, de un mejor muestreo es la reducción del campo total. Por ejemplo, si tenemos en cuenta un valor de *seeing* de $2''$ (entre el esparcimiento y la oscilación), más el error de guiado del telescopio, con 7 arcsec nos deja muy poco margen en el detector para poder mantener estable un posible sistema binario dentro del campo. La decisión que se tomó entonces fue que, como esto en realidad era un primer prototipo, lo mejor sería asegurar el campo y someter a prueba

³El telescopio TCS usa un sistema de de auto-guiado [FOVIA](#) aprovechando que no se observa en visible. Existe un dichroico antes del foco que deja pasar gran parte del espectro visible hacia un detector intensificado y refleja las longitudes de onda por encima de 680 nm .

la óptica y el sistema de adquisición y procesado. También es verdad que, desde el punto de vista óptico, es más interesante diseñar un sistema más relajado en cuanto a requerimientos de potencia si lo que buscamos es un sistema poco aberrante. Así pues, nuestro punto de partida era hacer una reimaginación del foco del telescopio TCS en el detector con un aumento de alrededor de 3,3.

La relación de aumento nos marca que la distancia imagen (s_2) ha de ser 3,3 veces mayor que la distancia objeto (s_1)⁴. Teniendo en cuenta que el campo del que hablamos es paraxial desde todo punto de vista, para unos valores relativamente pequeños de las dimensiones ópticas, sería necesario disponer de una lente de calidad que satisficiera la condición:

$$f = \frac{s_1 s_2}{s_1 + s_2} = \frac{3,3 s_1}{4,3} = 0,77 s_1.$$

O, lo que es lo mismo, usando una distancia objeto ($s_1 = f/0,77$) 1,3 veces la focal (f) de la lente, la imagen estaría a 4,3 veces la focal de la lente. Tomando una lente de 50 o 60 mm de focal las dimensiones seguirían manteniéndose dentro de unos valores muy cómodos.

Lo que ocurre es que, al hacer las consideraciones ópticas oportunas, aparecen varios condicionantes a tener en cuenta. Primero, que esa lente formará una imagen de la pupila del telescopio a su distancia focal, llegando la luz al detector como procedente de ese área (a 3,3 veces la focal). Eso no tiene por qué ser intrínsecamente malo, salvo que la fotometría será algo ruidosa, ya que el detector es más pequeño que la pupila, y el factor de uniformidad sí quedaría satisfecho. Después, el cromatismo y las aberraciones (esférica) probablemente serán importantes, aunque la cromática se pueda reducir con un doblete acromático. Pero no hay por qué llegar a forzar los requerimientos.

Otra forma de obtener el mismo resultado es con la utilización de un sistema colimador/cámara usando dos lentes, que al menos ofrece la suavización de las características ópticas y no aparecerán trayectorias de rayos demasiado forzadas. En tal sistema se verificará que la focal de la lente de cámara será de nuevo 3,3 veces mayor que la focal del colimador. La ventaja de una configuración de este tipo es que, al usar más superficies, las posibilidades de compensación de aberraciones son más viables. Además, para ello hay distintas formas de lentes que se comportan mejor en

⁴En óptica paraxial el aumento se define como el cociente entre el tamaño de la imagen y el del objeto y, por simetría de triángulos, de sus distancias: $\Gamma = y_2/y_1 = s_2/s_1$.

condiciones de colimación o enfoque⁵.

Pero aun en estas condiciones seguirá apareciendo el problema de la imagen de la pupila de salida, ya que su tamaño y posición con respecto al detector y la forma del haz interviene también en la luminosidad y aberraciones del sistema. Hemos de tener en cuenta que un sistema de dos lentes pegadas con colimación entre ellas equivale a una lente con dos planos principales. La solución, obviamente, va en esta dirección, y depende del diseño o, en este caso, de los análisis de diseño con lentes de laboratorio o de catálogo que estudiemos en un programa de Diseño Óptico.

Digamos, no obstante, que la condición ideal será usar un sistema colimador-cámara en un montaje *telecéntrico*, es decir, con una imagen de la pupila de salida en el infinito. Esto garantiza que todos los puntos del campo tendrán la misma iluminación y los rayos incidentes en cada punto del campo se verán como los objetos reales a que corresponden. El aumento de tolerancia de enfoque y el conseguir que todos los puntos del campo tengan el mismo aumento facilita la posibilidad de alcanzar el límite de resolución del sistema.

3.3.2. Selección

Contamos con la suerte de un campo pequeño y las dimensiones nos permiten, sin estirarnos demasiado, construir un sistema quasi-paraxial de modo que ninguna lente limite el haz y no se modifica el *límite de difracción*. Ello posibilita poder pensar en un sistema con calidad de imagen limitado por difracción.

Cuando te enfrentas a un Diseño Óptico nuevo tienes varias opciones de partida. Una de ellas es buscar un diseño previo y funcional en las condiciones que se precisan y, en su caso, escalarlo a los requerimientos del sistema propio. También cabe la posibilidad de recurrir a buscar sistemas complejos que, como en nuestro caso, funcionen bien por partes (aquí, un colimador y una cámara) y tratar de combinarlos optimizando sus distribuciones y características para conseguir un buen sistema válido para lo que se pretende. Evidentemente, está siempre la opción de calcular a mano o con pequeños programas de cálculo las combinaciones básicas necesarias para tener un primer sistema de aproximación y entonces pasar a optimizar con el programa de Diseño Óptico. Pero la que casi siempre se prueba primero (o, al menos, la que yo intento en primer lugar por los resultados que me ha generado en el pasado) es la

⁵Dependiendo de la forma: menisco, plana o biconvexa, las lentes responden mejor o peor a los haces incidentes que sean convergentes, paralelos o divergentes a la hora de incidir en las distintas curvaturas cóncava, plana o convexa, y lo mismo se puede decir para los haces emergentes. Así se pueden conseguir compensaciones apropiadas para sumar o restar algún tipo de componente aberrante.

de recurrir a un catálogo de lentes, si se puede con corrección cromática de partida, que permite limitar las variaciones espectrales en los rangos de trabajo, que en astronomía suelen estar definidos por [bandas](#) estándar. Es más complicado cuando se intenta abarcar amplios rangos, al entrar en infrarrojo.

En este caso el rango posible de trabajo es la sensibilidad del detector y la mayoría de los catálogos comerciales disponen de dobletes acromáticos compensados en el rango [visible \(VIS\)](#) o [Near Infrared \[infrarrojo próximo\] \(NIR\)](#) o incluso intermedio VIS-NIR. En cualquier caso, los dobletes nos garantizan que no haya un cambio brusco del índice de refracción efectivo de la lente, de modo que no vamos a tener (salvo algún caso particular y especial) un cromatismo exagerado en ninguna de las bandas, lo cual no es óbice para que en el cambio de una banda a otra sí pueda variar axial o lateralmente. En ambos casos se suele poder corregir con reenfoque, pero la cromática lateral requerirá además una recalibración de la escala de placa según la banda.

Así pues, la tarea inicial era verificar la viabilidad de un sistema óptico que, acoplado al telescopio [TCS](#), nos diera una calidad óptica al [límite de resolución](#) del mismo. A esas alturas todavía no sabíamos cuál podía ser ese valor. El [límite de resolución](#) de un telescopio viene dado por su PSF, que no tiene por qué coincidir con su disco de Airy (o la transformada de Fourier de su pupila, de un modo más general). El [TCS](#) es un telescopio usado para observaciones fotométricas infrarrojas, ya que su calidad no estaba garantizada en el rango visible al no haber sido diseñado específicamente para ello.

Para poder iniciar el estudio de un sistema con un programa de Diseño Óptico partimos de los datos ópticos del telescopio y pasamos después a calcular las lentes ideales apropiadas para obtener la escala de imagen, campo y resolución que nos marcan los requerimientos

Como hemos visto, la condición inicial planteada es que deseamos trabajar con un campo aproximado de 9 arcsec y, por tanto, con un aumento 3,3 y un sistema de reimaginación colimador-cámara [telecéntrico](#).

El caso más sencillo es una lente colimadora que forma imagen de la pupila en un plano próximo a su distancia focal posterior a la vez que colima el haz procedente del plano focal del telescopio. La lente de cámara se sitúa entonces con su plano focal anterior coincidente con la imagen de pupila para obtener una imagen de ésta en el infinito, reenfocando a su vez el haz colimado procedente del foco del telescopio. En

tales condiciones, el aumento del sistema de reimaginación viene dado por:

$$\Gamma = \frac{f_{cam}}{f_{col}}. \quad (3.1)$$

Así pues, es muy fácil discernir cuál es la lente necesaria una vez decidamos cuál es la otra. No obstante, aunque ya comentamos que con estos valores el sistema es manejable, no hay que olvidar que, para un sistema telecéntrico como el que consideramos, la longitud óptica total es $2(f_{col} + f_{cam})$, dada la reimaginación y recolimación de la pupila.

Tabla 3.3: Parámetros y características de las lentes seleccionadas para el primer estudio de FastCam con el detector utilizado en el proyecto SCIDAR.

Doblete Acromático	25mm Diá. x 30mm FL	30mm Diá. x 100mm FL
Modelo	NT45-211	NT32-500
Diámetro	25,00 mm	30,00 mm
Tolerancia Diámetro	+0,0/ − 0,10 mm	+0,0/ − 0,10 mm
Apertura Libre CA	24,00 mm	29,00 mm
Focal Efectiva EFL	30,00 mm	100,00 mm
Back Focal BFL	22,23 mm	94,54 mm
Tolerancia Focal	±2 %	±2 %
Espesor en Borde ET	9,30 mm	8,31 mm
Espesor en Centro CT1	11,04 mm	8,25 mm
Espesor en Centro CT2	3,00 mm	2,80 mm
Tolerancia Espesor	±0,2 mm	±0,2 mm
Centrado	3 − 5 arcmin	3 − 5 arcmin
Radio R1	21,17 mm	61,36 mm
Radio R2	−16,08 mm	−44,30 mm
Radio R3	−118,66 mm	−128,90 mm
Calidad Superficial	40 − 20	60 − 40
Bisel Máximo	0,25 mm × 45°	0,3 mm × 45°
Vidrios Substrato	N-BaF10/N-SF10	N-BK7/N-SF5

Una vez empezamos a trabajar con Zemax pasamos a su lista de catálogos, usando uno de los que también disponemos en papel. La primera aproximación la realizamos con una lente colimadora de 30 mm de focal efectiva, con lo que nos resultaba una lente de cámara de 100 mm de focal, cumpliendo así las especificaciones de partida con unos números redondos y fáciles de conseguir. Además, queda un sistema compacto y, a la vez, poco restrictivo, ya que los diámetros de las lentes no limitan el

haz, ni siquiera para grandes campos. Debido a la forma del telescopio y al lugar donde se iba a instalar FastCam, era imprescindible que el instrumento fuese lo más compacto posible, para evitar problemas con el contrapesado del telescopio y choques del instrumento con otras estructuras.

Efectivamente, condicionando los criterios de búsqueda, encontramos, en cada caso, dobletes acromáticos de focales apropiadas y diámetros suficientemente grandes cuyas especificaciones vemos en la tabla 3.3.

Aparte de los parámetros que nos da este catálogo hay otros parámetros de las lentes reales que son de bastante utilidad para efectuar cálculos de posición y valoración de orientación como son las posiciones de los planos principales $H1$ y $H2$. Hay varias formas de calcularlos. Es sencillo para lentes simples y se complica para lentes compuestas y para sistemas de lentes.

Los planos principales son aquellos desde dónde se mide la focal efectiva de un sistema, es decir, las distancias a los vértices de la lente son: $h2 = efl - bfl$ y $h1 = efl - ffl$. Por tanto, se puede efectuar una medida experimental, haciendo incidir un haz colimado por cada lado de la lente y midiendo la bfl resultante en cada caso. Una gran ventaja es que esto se puede calcular también con el programa de Diseño Óptico. Los resultados los podemos ver en el cuadro 3.4.

Tabla 3.4: Puntos cardinales de las lentes del prototipo de FastCam@TCS para las longitudes de onda de 550 y 850 nm.

Lente	45-211	32-500
$efl(550)$	-29,947 mm	-99,974 mm
$ffl(550)$	-29,141 mm	-98,172 mm
$bfl(550)$	-22,171 mm	-94,544 mm
$h1(550)$	0,805 mm	1,802 mm
$h2(550)$	7,775 mm	5,430 mm
$efl(850)$	-30,245 mm	-100,368 mm
$ffl(850)$	-29,349 mm	-98,513 mm
$bfl(850)$	-22,462 mm	-94,939 mm
$h1(850)$	0,896 mm	1,855 mm
$h2(850)$	7,782 mm	5,429 mm

El tener los parámetros fundamentales paraxiales o de primer orden de las lentes o sistemas ópticos nos ayuda a realizar los cálculos básicos para conocer las relaciones entre los nodos del sistema. De cara al programa de diseño nos permite usar medidas

realistas en la introducción de datos.

Los dobletes acromáticos responden a un criterio de diseño según el cual se ajustan las curvaturas y los vidrios para conseguir que la potencia para dos longitudes de onda sean las mismas. Para lograr eso no basta con que coincidan las imágenes azul y roja, ya que las posiciones de los planos principales para una y otra longitud de onda pueden ser diferentes, dando lugar a un distinto aumento; a ese efecto lo llamamos cromática lateral. El criterio obliga a que la posición de los planos principales de salida coincidan, además de los planos focales para las dos longitudes de onda. La bondad de un doblete está en «cuánto» se parecen todas estas distancias. En el cuadro 3.4 podemos ver que, a pesar de estar fuera de los rangos de compensación, las distintas posiciones de los puntos cardinales de cada lente se mantienen en unos valores muy pequeños, sobre todo comparados con sus focales.

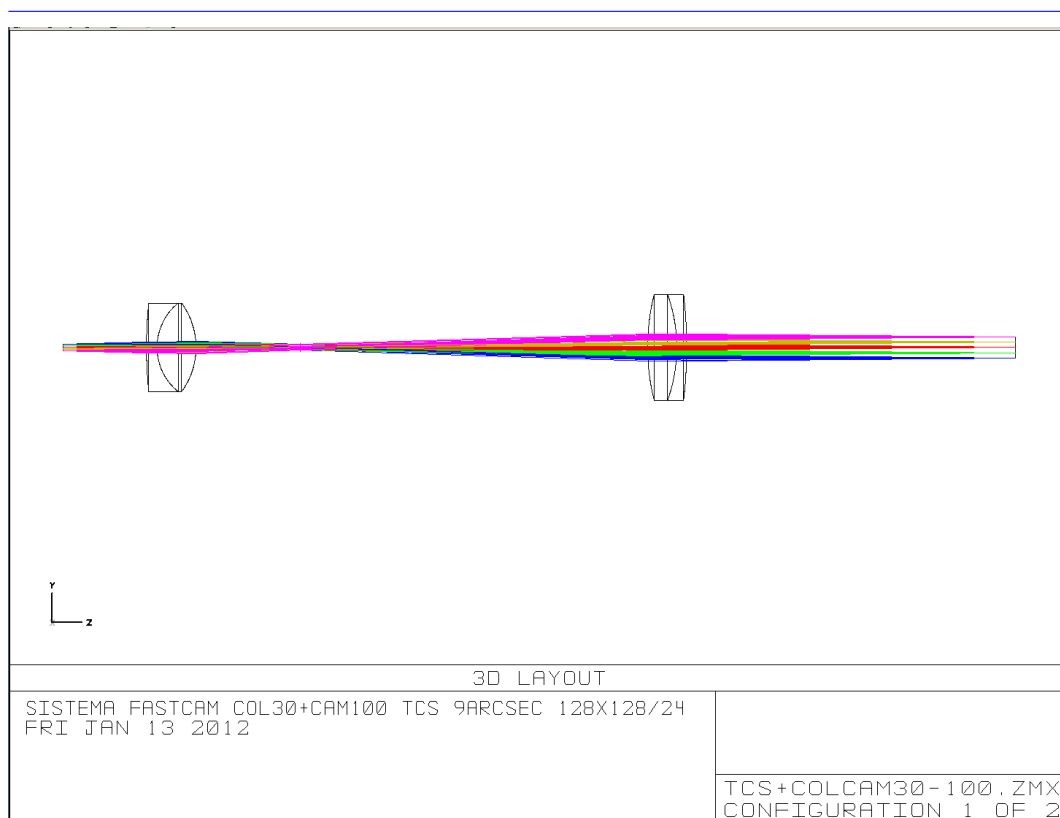


Figura 3.9: Disposición de las lentes de FastCam.

Por otro lado, el criterio de diseño se hace precisamente para una configuración con un objeto en el infinito y la imagen en el plano focal, tomando como primer

elemento la lente positiva de un material *crown* y una negativa de un vidrio *flint*⁶ como lente de salida al foco. Esto significa que los planos principales óptimos para trabajar a foco son los que corresponden al lado de la lente negativa y, por tanto, los dobletes miran a la imagen de la pupila y entre ellas con sus lentes *crown* positivas enfrentadas (ver figura 3.9).

Así pues, tenemos el sistema deseado con dos lentes de catálogo y, como se aprecia en la figura 3.9, sin limitaciones sobre el diámetro del haz que esperamos se comportará como un sistema paraxial. Por tanto, nos queda analizar y evaluar, y en su caso optimizar, las distancias para poder validar el diseño.

3.3.3. Análisis

Las herramientas para análisis y evaluación de un Diseño Óptico que encontramos en un programa de diseño siempre contienen, al menos, las tablas con las contribuciones de cada superficie a las [aberraciones de Seidel](#). Es lo que llamamos parámetros de tercer orden. Estas tablas se construyen a partir de las coordenadas de cada rayo que, procedentes de un punto objeto, rellenan distintos puntos de la pupila y atraviesan cada superficie con una cierta desviación con respecto a lo esperado, configurando una desviación *rms* de los rayos y determinando el valor ponderado de cada aberración de tercer orden.

A su vez, las desviaciones en plano focal determinan el «diagrama de manchas» y las desviaciones de cada uno de los [rayos](#) característicos⁷ para cada punto del campo permiten estudiar las [curvas de aberraciones](#) sagitales y tangenciales para cada campo. Otra de las curvas importantes es la curva de diferencias de camino óptico (OPD por sus siglas en inglés).

En la figura 3.10 se muestran varios de los diagramas que se consideran habitualmente para el análisis y evaluación o valoración de la bondad del sistema óptico diseñado.

En este caso se puede ver claramente que ninguna de las gráficas indica restricciones en el diseño; basta con que nos fijemos en los diagramas de manchas que mostramos en la figura 3.10. Estos son una representación de los distintos campos

⁶Tradicionalmente, los vidrios en el rango $n_d > 1,60$, $V_d > 50$ se denominan *Krown* y los vidrios con $n_d < 1,60$, $V_d < 55$ *Flint*. De ahí la última letra de su nombre (las palabras *Krown* y *Flint* son de origen germano, aunque se han anglicanizado: *crown* y *flint*). n_d es el índice de refracción en la línea del helio **d** ($H\epsilon 5875,618 \text{ \AA}$), $V_d = \frac{n_d - 1}{n_F - n_C}$ es el número de dispersión de Abbe. Con **F** ($H 4861,327 \text{ \AA}$), y **C** ($H 6562,816 \text{ \AA}$).

⁷Rayo principal y rayos meridionales (tangenciales) y oblicuos (sagitales). Rayos marginales son los tangenciales y sagitales que, procedentes del eje, pasan por el borde de la pupila.

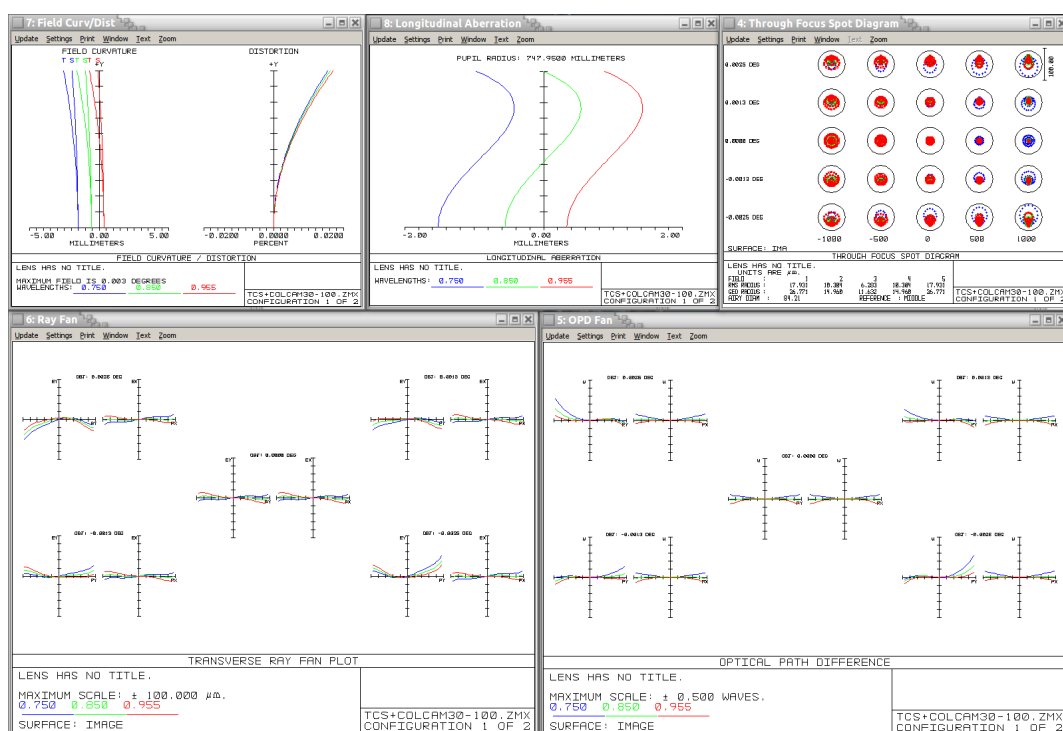


Figura 3.10: Curvas de aberración del primer diseño hecho para FastCam en TCS. Arriba a la izquierda las gráficas de curvatura de campo por longitud de onda (dentro de la banda I) para plano tangencial y sagital junto con las de distorsión. En ambas el eje Y representa el campo de centro a borde y en el eje X los valores de ságita y porcentaje, respectivamente. El centro arriba es el color longitudinal (posicion del mejor foco para cada longitud de onda). Arriba a la derecha el diagrama de manchas «dentro del disco de Airy» con un margen de ± 1 mm delante y detrás del mejor foco conjunto de todas las longitudes de onda y campos. Abajo, las curvas de trazado de rayos y OPD. Ver Glosario: [curvas de aberraciones](#).

en superficies sucesivas tomadas cada medio milímetro desde 1 mm antes a 1 mm después del mejor plano focal. Los círculos representan el disco central de la imagen de difracción de un punto ideal. Es decir, cualquier posible aberración del sistema está contenida dentro del patrón de difracción o PSF ideal del mismo, incluso dentro de un desenfoque de ± 1 mm. Además, se debe hacer notar que todos los gráficos de evaluación están valorados hasta el doble del campo real del sistema⁸. Un milímetro puede no parecer mucho, pero en sistemas ópticos, incluso telecéntricos de grandes focales, una tolerancia de varios milímetros es indicativo de un sistema, cuando menos, paraxial.

⁸Se mantiene en el estudio el fichero original en que, por error, se consideró en la introducción de datos como medio campo el especificado como campo total.

En general, un sistema óptico real no es paraxial. Las lentes tienen espesor y curvaturas y se producen siempre diferencias de camino entre los rayos que pasan por el centro y los que pasan por el borde, generando una diferencia de fase en el frente de onda. Además, como los rayos oblicuos, los que más se cruzan, se refractan con mayores ángulos, las aberraciones de campo también contribuyen en mayor medida al deterioro del frente de onda. Así pues, lo normal en diseño es considerar diseños donde la calidad de imagen son puntos aberrados. En Astrofísica eso está tan asumido que, cuando se consideran los posibles instrumentos, en cuanto a la óptica o los detectores, se especifican requerimientos sobre la PSF considerada como una gaussiana donde se referencia el FWHM o, en ocasiones para sistemas fotométricos de precisión, el ancho deseado de la gaussiana con el 84 % de la energía.

Es importante aclarar que la PSF es la función característica de un sistema óptico. Si el sistema es paraxial o ideal la PSF será una imagen de difracción de la pupila. Como ya hemos visto, ésta puede estar deteriorada por el *seeing* atmosférico, pero los telescopios reflectores como tales son, en general, sistemas paraxiales y, por tanto, su PSF es difractiva. Los instrumentos en cambio necesitan escalar el campo y ello precisa de diseños ópticos complejos, que además deben tener tamaños limitados y costes ajustados⁹. Esos sistemas ópticos deforman el frente de onda y las aberraciones producen una PSF en general más esparcida que la imagen de difracción correspondiente. Estas PSFs dependerán, además, de la zona del campo o de la posición con respecto al foco, ya que ciertas aberraciones, como curvatura de campo, esférica o astigmatismo, nos obligan a buscar un plano imagen intermedio como mejor plano promedio para todo el campo considerado.

Las PSFs no sólo varían en tamaño con la posición del campo sino que también lo hacen en su forma. Cada aberración tiene formas características, como son los círculos más brillantes en la circunferencia que en el centro (esférica), manchas en forma de coma con la punta hacia el centro, o alargadas en una dirección y cruzándose ese alargamiento al atravesar el mejor foco (astigmatismo). No obstante, por diseño buscamos la uniformidad de esas manchas, incluso con desenfoque. Eso es para poder comparar unas con otras y que el esparcimiento de la luz sea lo más «gaussiano» posible, a fin de tener una referencia común y bien caracterizada con el objetivo de obtener resultados, deducciones y conclusiones fiables y válidas. Algunas de las características de una distribución gaussiana bidimensional son:

- el FWHM nos da una concentración de energía del 50 % dentro de ese área,
- un radio de σ (desviación típica) representa el 39,61 % de la energía,

⁹El telescopio es uno e instrumentos varios los que se montan a lo largo de la vida del mismo.

- un radio de 2σ representa el 86,47 % de la energía,
- un radio de 3σ representa el 98,87 % de la energía.

Una regla, que puede ser más o menos discutida pero de la que se hace mucho uso, quizás por tradición, es que, dado que la función de Airy contiene el 84 % de la energía en el disco central, la referencia para que una PSF gaussiana tenga la información relevante de un objeto es el círculo que encierra esa misma energía. De ahí que sea una referencia habitual para sistemas fotométricos tomar un radio 2σ como especificación para el 84 % de la energía contenida.

Como anécdota, para un ancho mitad de la base de un disco de Airy ($1,22\lambda/D$) la energía es 75 %, pero si la abertura tiene un oscurecimiento central de $1/5$ del radio ya sólo es de un 69,8 %. Si consideramos la mitad de altura de la función de intensidad (límite de resolución, que es de difracción en este caso) las energías son del 52,3 % y 49,3 %, sin y con agujero, respectivamente. Como referencia, el disco central de la función de difracción para el mismo espejo sin agujero contiene el 87,6 % y el 84 % con agujero.

3.3.4. Validación

El trazado de rayos que hace un programa de Diseño Óptico es una valoración geométrica y sólo entiende de posiciones, no considera el efecto ondulatorio y, por tanto, difractivo de la luz. Como la imagen de un punto es una figura de difracción, es el tamaño mínimo de una imagen dada por un sistema óptico y cualquier distribución del *spot* de puntos contenida dentro del diámetro del disco de Airy no es real y tendremos sólo la distribución de la función de Airy, con la ponderación de la figura de Strehl en su caso.

El diagrama “*through focus*” nos dice que el sistema, o el detector, tiene una tolerancia de centrado mejor que el doble de su campo y un rango de más de 2 mm de error de enfoque. Todo ello influye en definir un sistema altamente tolerable, lo cual permite esperar que los errores de posicionado de las lentes, del propio sistema entero en telescopio y, por supuesto, las variaciones de posición debidas a inestabilidades o cambios térmicos, incluso durante el transcurso de una observación, no vayan a afectar a la imagen que se pueda conseguir.

Un indicador extra del buen comportamiento del sistema lo tenemos en el gráfico de la figura 3.11, que representa, en el eje Y, la parte de la energía encerrada en un círculo según el radio representado en X. Se puede observar como para todos los campos la distribución de energía es la misma, y además coincide con la de un

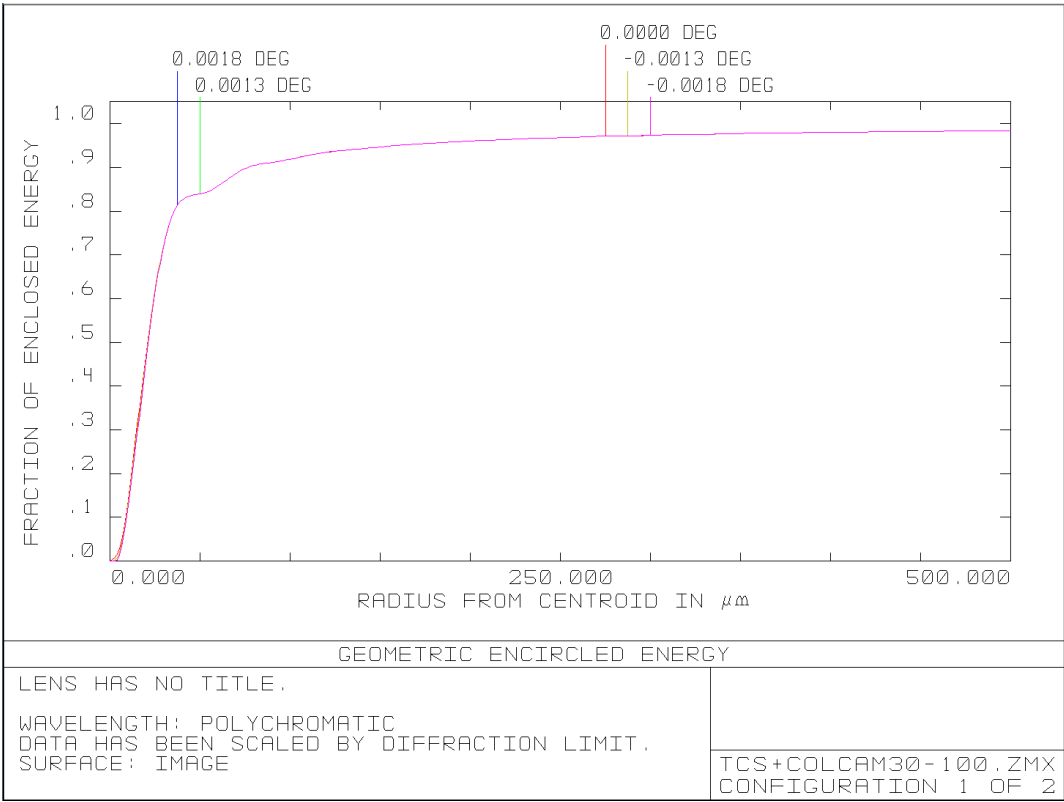


Figura 3.11: Curva de energía encerrada. Se ve como se alcanza la base del primer anillo al 84% de la energía, y todavía la base del segundo anillo alrededor del 0,9.

disco de Airy. Vemos como la curva se hace horizontal en el mínimo del primer anillo conteniendo la fracción del 0,84 a un radio por debajo de 100 μm .

Lo normal en los diseños ópticos es comparar la curva de energía encerrada con una curva base similar a ésta que representaría la energía teórica encerrada para el sistema óptico diseñado con un comportamiento ideal. Las curvas se parecen entonces a gaussianas y es en ellas donde buscamos a qué radio se alcanzan los porcentajes de energía que piden los requerimientos.

3.4. Prototipo

Cuando conseguí un diseño tan claro que parecía no estar limitado por la óptica y dentro de los requerimientos iniciales en escala de imagen y muestreo de la PSF, fue cuando el planteamiento inicial tan dubitativo empezó a tambalearse y a generar una cierta ilusión. Rápidamente pasé a encargar las lentes calculadas de diseño y a

encarar los pasos siguientes para poder realmente crear un instrumento y llevarlo a telescopio.

3.4.1. FastCam@LAB

En el tiempo que transcurría hasta que llegasen las lentes adecuadas comencé a montar un sistema de prueba en laboratorio. Esto fue posible gracias a la finalización de la campaña de observaciones con SCIDAR, por lo que podía, por fin, acceder a la CCD que íbamos a usar para las pruebas.

El montaje de laboratorio lo hice con unas lentes de focal equivalente, aunque claramente no resultaron tan buenas, ni siquiera en las pruebas. Para generar la estrella a observar utilicé un simulador de telescopio diseñado inicialmente para simular una estrella en el foco del telescopio GTC, que readapté para un foco $f/13,8$ equivalente al del telescopio TCS.

El simulador consiste en una fibra óptica que ilumina una pupila, la cual es vista por una lente que, a la vez que colima la fibra óptica, crea una imagen virtual de la pupila. Una segunda lente reenfoca el haz colimado procedente de la fibra y, a partir de la imagen virtual de la pupila, forma una nueva imagen virtual de la pupila con un diámetro y distancia equivalentes a los valores del TCS (1520 mm y 21 m). Los únicos cambios necesarios para hacer la adaptación fueron modificar la posición de la pupila y el uso de una lente de reenfoque diferente para conseguir el f -no. del TCS. La única variación dimensional no congruente estuvo en que la fibra que teníamos para simular la estrella en GTC era de $61\mu\text{m}$ y generaba una imagen de $183\mu\text{m}$, que equivale aproximadamente al tamaño de $0,2\text{arcsec}$ ($165\mu\text{m}$) en GTC. Para TCS nos quedaba un tamaño de imagen de $146\mu\text{m}$, que son $1,4\text{arcsec}$. No obstante, pudimos usar una fibra estándar de comunicaciones de $9,2\mu\text{m}$ que simula un punto de 216mas ($22\mu\text{m}$) en TCS. El disco de Airy en banda I (850 nm) tiene un diámetro de $2,44\lambda f/D = 28\mu\text{m}$, lo que nos indica que tendríamos el equivalente a un disco de difracción del TCS en banda I.

Y, efectivamente, los resultados de laboratorio nos mostraron que teníamos un punto de 5 píxeles de diámetro. Asimismo, comprobamos lo sensible que resultaba trabajar con la cámara de ANDOR ya que, sin ganancias activas y con un mínimo de iluminación en la fibra, la señal estaba al límite del pozo de potencial y a niveles de saturación para lecturas de 30 ms. Por ello, en laboratorio trabajábamos con tiempos de exposición de 10 ms.

El montaje, sin embargo, permitió verificar la viabilidad del sistema ideado. Por tanto, era ya sólo cuestión de integrarlo en su formato de prototipo para llevarlo al telescopio.

En paralelo pasé a taller los planos de fabricación de los soportes de las lentes seleccionadas en el diseño, ya que éstas eran de 25 y 30 mm de diámetro, medida, esta última, no estándar en el material del laboratorio. Además, parecía adecuado que fuera un diseño propio para el instrumento, aunque los ajustes fuesen con los soportes del laboratorio.

Adicionalmente, como para las simulaciones en laboratorio necesitamos utilizar filtros, pensamos en la posibilidad de observar en alguna otra banda estándar para ver hasta dónde podían extenderse las capacidades del sistema diseñado. Por ello integramos una rueda de filtros de uso manual para montajes del laboratorio con cinco posiciones en las que insertamos los filtros B, V, R e I, dejando un puerto vacío para que pudiese pasar la luz integral, a fin de facilitar la localización y enfoque de una estrella. La rueda la insertamos en la posición de la imagen de pupila, a unos 30 mm de la lente colimadora.

3.4.2. FastCam@TCS

Una vez tuvimos los soportes para las lentes y que éstas llegaron, monté el sistema opto-mecánico completo en el banco óptico (figura ??). Mientras rehacíamos pruebas de medida y captura de imágenes, ya con el prototipo «definitivo», empezamos a preparar todo lo necesario para poder probarlo por fin en telescopio.

El trabajo, desde el punto de vista óptico, se dividió en dos tareas fundamentales. Por un lado, el diseño del sistema óptico para conseguir la escala y campo requeridos adaptados al telescopio que ya teníamos. Y, por otro, el reto más dudoso en aquel momento, que era la verificación de la viabilidad del telescopio para este tipo de tareas.

Alineado del Telescopio Carlos Sánchez

El Carlos Sánchez es un telescopio heredado por el **IAC**, que se fabricó en el año 1971 como una maqueta del telescopio de 3,8 m UKIRT de Maui-Hawái. Funciona desde el año 1972 como colector fotométrico en IR, ya que las especificaciones de fabricación del espejo primario son de $\lambda/4$ a $1\text{ }\mu\text{m}$, y tiene como principal característica la gran relación D/t (diámetro/espesor), siendo de los primeros contruidos con un

espejo considerado como delgado e instalado en un telescopio.

El reto en este caso fue poder llegar a alinear el telescopio con la máxima calidad óptica, cosa que nunca se había planteado. Para ello, decidimos dedicar una semana completa a tareas de alineado con un sensor de frente de onda que venimos utilizando para alinear los telescopios TCS e IAC80 desde 1997, con lo que lo conocemos bastante bien. Para alcanzar esto centramos las tareas en conseguir reducir al mínimo las deformaciones de la pupila con el fin de obtener la máxima relación de [Strehl](#) (Eq. 1.20) y la máxima resolución teórica según la transformada de Fourier del mapa de pupila. La resolución máxima de un telescopio de 1,5 m a 633 nm es de 106,6 mas (mili-arcsec). El doble es el diámetro del primer anillo o diámetro del disco de [Airy](#).

En abril de 2006 comenzamos a trabajar sobre un telescopio alineado 2 meses antes, con unos valores de *rms* en la forma de pupila en torno a 200 nm (mejor que $\lambda/4@1\mu\text{m}$ especificado), que representaban una PSF de alrededor de 0,6 arcsec, los valores estandarizados hasta entonces como calidad a alcanzar en el alineado del telescopio. Resultó que, actuando con mucha delicadeza sobre cada uno de los 12 soportes del espejo primario, una vez reducida la coma de alineado del secundario, conseguimos aplanar la pupila con una figura de 0,23 arcsec y una relación de Strehl mejor que 25 %. El *rms* de deformación de la pupila lo dejamos en 111 nm, que es del orden de $\lambda/10@1\mu\text{m}$ e incluso mejor que $\lambda/4@500\text{ nm}$, que sería lo que se consideraría aceptable como calidad óptica de imagen para un sistema en el óptico, lo cual no sólo satisfacía, sino que superaba con creces nuestras mejores expectativas.

Realmente, esto significa que las superficies tienen incluso mucha mejor calidad, ya que las deformaciones y errores de un espejo duplican la deformación del frente de onda incidente. Ello no contradice las especificaciones de fabricación del espejo, ya que éste es un valor *rms* y la calidad del pulido del espejo es el error máximo o pico-valle, que sí puede ser superior puntualmente o en zonas específicas, mientras que se mantiene una calidad mejor en la mayor parte de la superficie. Esto significa que el TCS no sólo sirve en IR sino que, sorprendentemente, alcanza una calidad óptica muy aceptable en el rango visible.

Después de ese primer alineado fino hemos conseguido ir optimizando el procedimiento y la exigencia de calidad del telescopio, llegando a registrar valores *rms* de hasta 92 nm de deformación de pupila y 0,15 arcsec de PSF, siendo ya habituales los valores de *rms* = 110 nm y 0,18 a 0,20 arcsec de diámetro del disco de Airy.

Este resultado ha sido tema de controversia en el equipo y el departamento de óptica, dado que el disco mínimo esperado era de 0,21 arcsec. Sin embargo, se ha de tener en cuenta que, aunque la referencia del SFO la tomamos con un láser de

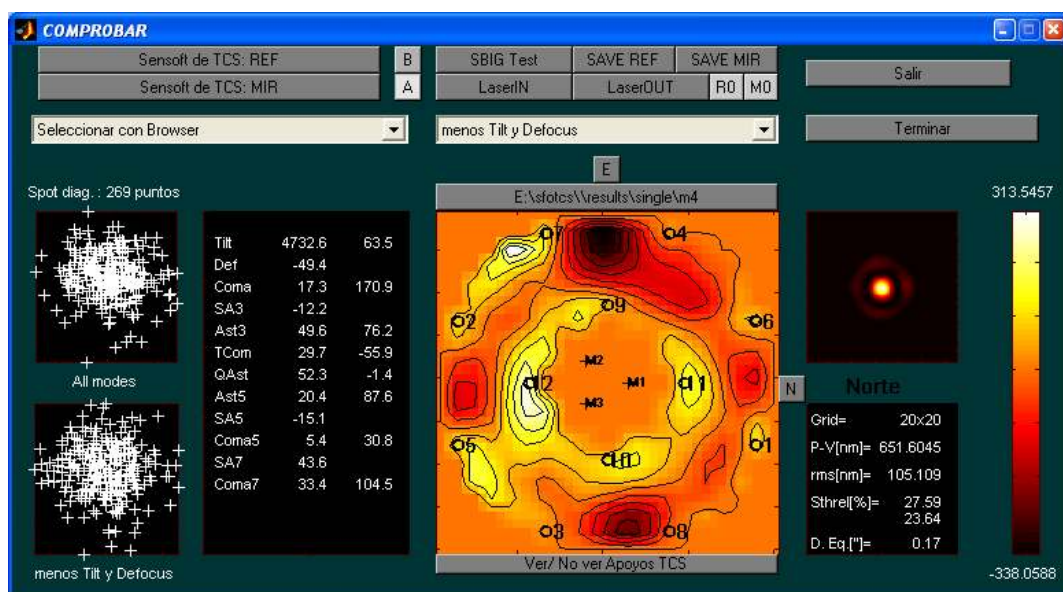


Figura 3.12: Mapa de pupila del TCS analizado con el SFO, donde aparecen marcados los apoyos del primario y los tres posicionadores del secundario. Probablemente tocando los apoyos 11 y 12 se podría bajar la carga en esos puntos y se mejoraría aún más el mapa de fase y con ello el *rms* y Pico-Valle pero, al ser un sistema manual, la transmisión de las variaciones de carga en los apoyos bajo el espejo no tienen una traslación controlable sobre la superficie del primario. Ya han sido varias las veces que, creyendo que mejoraríamos, hemos empeorado el sistema, lo que nos ha llevado después horas para recuperar los valores adecuados.

633 nm, el frente de onda lo medimos en luz blanca integrada, con lo que el máximo del centroide de calibración corresponderá aproximadamente a 550 nm, que darían un disco de Airy de 184 mas. Así pues, la opinión que prevalece es que, al ser un cálculo como FFT de la función de frente de onda o mapa de fase obtenido de la pupila, el valor representa lo mejor que se podría conseguir con esa calidad de pupila en cualquier longitud de onda. Es decir, la forma de la pupila permitiría llegar a una resolución de 75 mas trabajando en 450 nm.

Montaje de FastCam

Por fin llegó el día en el que debíamos instalar FastCam en el telescopio. El montaje en telescopio del banco óptico que constituye FastCam se hace en el lugar del foco infrarrojo, de modo que se sigue utilizando el auto guiado con FOVIA. La fijación es a través de un angular montado en el propio banco óptico y dos tirantes que lo alinean y centran.

Debemos aclarar primero que el telescopio TCS adolece de un problema de guiado debido a una deformación de los husillos de AR y DEC, lo cual se solventa con un sistema de autoguiado por medio de una cámara intensificada y un programa de control que permite mantener centrada, dentro de aproximadamente 1", una estrella. Hasta la integración de FastCam nunca hubo otro planteamiento sobre este sistema, ya que el telescopio siempre se ha usado para fotometría infrarroja, que no supone problemas a la hora de utilizar un «espejo dicróico» que refleja la señal infrarroja, dejando transmitir la visible que se enfoca en una cámara CCD intensificada, de donde se extrae la información de posicionado del centroide de la estrella guía, normalmente la propia estrella de interés. El sistema de autoguiado, **FOVIA**, modifica la señal de seguimiento, controlando la velocidad de los ejes en función de la variación de posición del centroide de la imagen.

Inicialmente colocamos también un iris en la posición de plano focal para facilitar

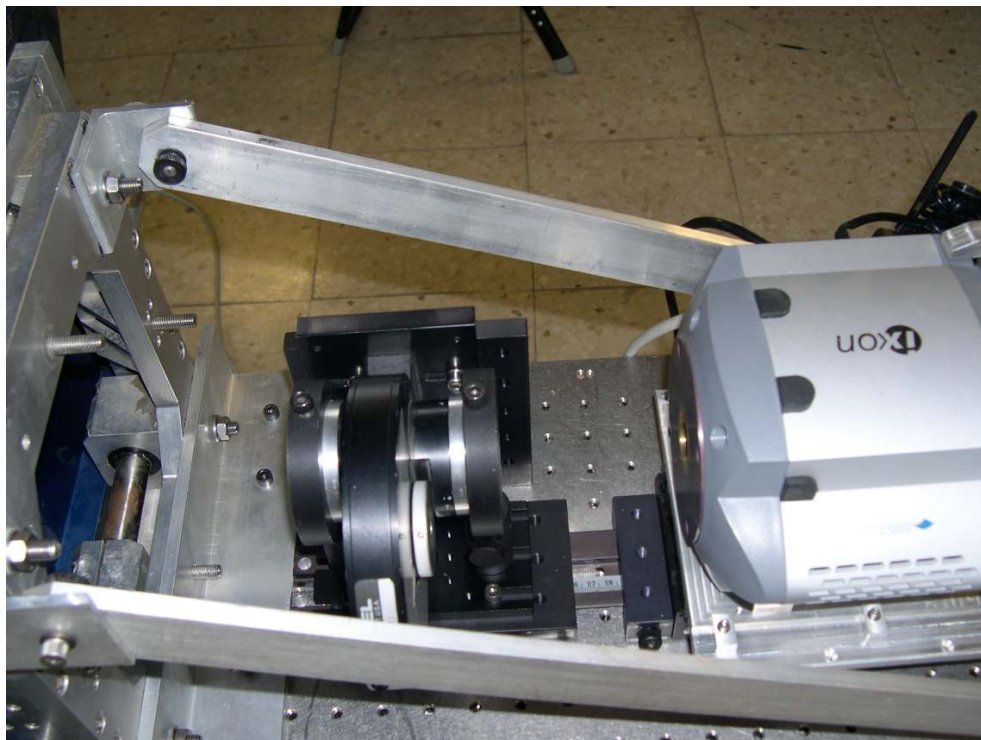


Figura 3.13: Fotografía del primer sistema de FastCam instalado en el telescopio TCS. La rueda de filtros se monta sobre posición de pupila en el plano focal del colimador. La lente de cámara la situamos también pegada a la rueda de filtros para evitar efectos de visión de luz difusa. Al detector le roscamos un tubo que actúa como *baffle* y apantalla la luz. El sistema entero se envuelve con un paño negro para reducir el fondo.

las tareas de apuntado y alineado. Ello era necesario ya que la escala de imagen nos obligaba a observar un campo especialmente pequeño dimensionalmente y las primeras veces con un instrumento nuevo suele ser una tarea engorrosa llegar a caracterizar su línea de apuntado. Con un detector de 128 píxeles de lado de $24\mu\text{m}$ cada uno, es un tamaño de apenas $2,56\text{mm}$ de lado. Y recordemos que la escala de imagen de FastCam es de $\sim 1 : 3$ y, por tanto, en plano focal del telescopio el espacio visto sobre el detector será un cuadrado de $0,85\text{mm}$ de lado.

El sistema se cubre con un paño de fieltro negro habitualmente utilizado en telescopio para apantallar, amortiguar o tapar la entrada de luz a los instrumentos más abiertos, como era nuestro caso. Esto se hace para evitar reflejos o luces y LEDs que pueden iluminar el detector directamente al estar montado en un instrumento, sin un *baffle* que lo apantalle.

En estas primeras observaciones el cambio de filtros lo tuvimos que hacer a mano, tanteando la posición en que se acomoda la rueda en su fijador de posicionado. De todos modos, simplemente empleamos un filtro I y el abierto. Finalmente, la conexión de la CCD de ANDOR al *FrameGrabber*¹⁰ se hizo con su propio cable a un PC con el sistema operativo WindowsTM. Este PC se dejó en cúpula ya que el cable no permite su extensión hasta la sala de control. El PC se conecta a red, lo que permite acceder a él remotamente, abriendo un cliente de *Terminal Server* como VNC, desde otro computador con sistema operativo Linux en la sala de control, a donde se transmiten los datos y donde se ejecuta el programa de procesado. Simultáneamente, mediante la sesión VNC se controla la aplicación propia de ANDOR de control y adquisición de la CCD.

3.4.3. Software

La tarea de *software* no se queda sólo en la reducción de datos. Normalmente implica control del instrumento, interacción con el telescopio, adquisición y reducción de datos. Por poner sólo un ejemplo de cuestiones relacionadas con el software, uno de los problemas a que tuvimos que enfrentarnos con el sistema prototipo fue el formato de las imágenes. La cámara de ANDOR tiene un programa específico y un *FrameGrabber* para controlar y grabar las imágenes que obtiene. Además, es un

¹⁰*FrameGrabber* es una placa de computador convertidora de la señal procedente de un detector analógico o digital que procesa y graba las imágenes o vídeo en formato digital en un disco y que son controladas por algún programa. Pueden ser por protocolo paralelo (normalmente RS-422) o en serie para alta velocidad de transferencia (*Camera Link*).

programa que se ejecuta en el sistema operativo Windows pero que es poco práctico en instrumentación y observación astronómica.

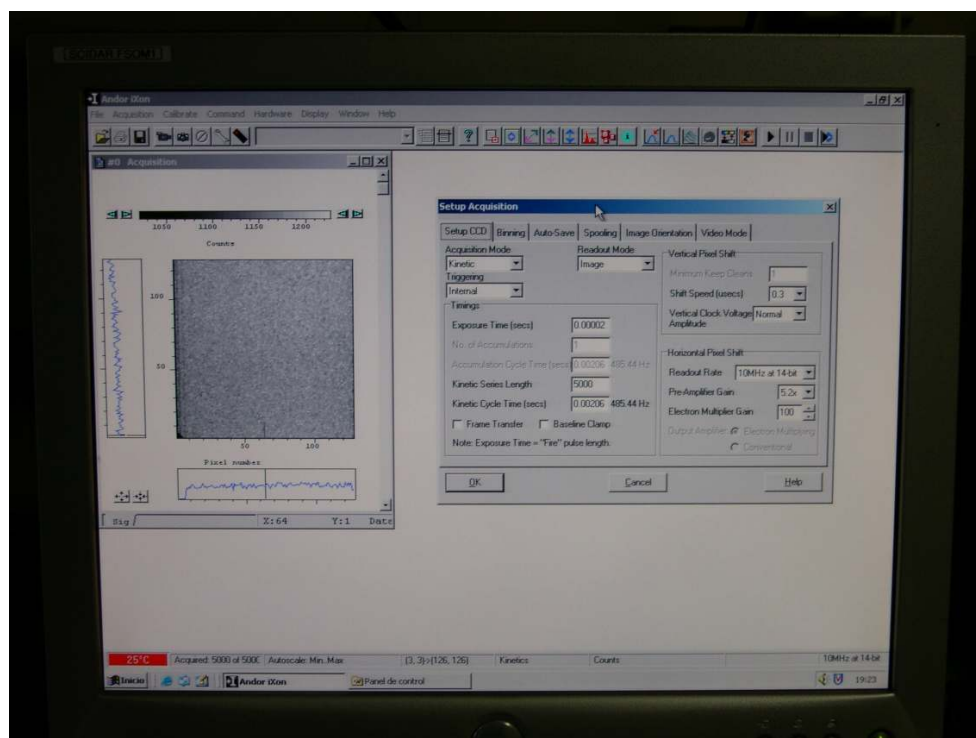


Figura 3.14: Imagen del programa de control y adquisición del CCD de ANDOR. A la izquierda se ve una ventana con la imagen del CCD y a la derecha la ventana de configuración de los parámetros de exposición y ganancia.

Una opción que tiene el programa de la cámara ANDOR es generar una cadena de vídeo AVI sin comprimir, es decir, una sucesión de imágenes BMP. Así que había que implementar un programa de conversión que extrajera cada fotograma y lo convirtiera a un formato de imagen manejable por el programa propio que se había desarrollado para la reducción de datos y que queríamos probar. En este caso el que más interesa es FITS, que permite poder manipular también las imágenes con otros programas de uso astronómico como *IRAF*. Sin embargo, una vez empezadas la pruebas quedó claro que no iba a llegar a tiempo para las observaciones, así que decidimos preparar varios programas habituales entre astrónomos aficionados que procesan directamente formato AVI: *gastrocam*, *avistack* y *registax* (programas de libre distribución y alguno de código abierto).

El software de la CCD además de la adquisición permite gobernar múltiples parámetros de control de la cámara (Fig. 3.14). Entre otras cosas, posibilita modificar

la ganancia, bien por amplificación de la señal o bien por modificación de la corriente de polarización. Como es lógico, también nos da acceso al tiempo de exposición. Asimismo, tiene varios modos de lectura del *array*, en función de que queramos ver todos los fotogramas o sólo volcarlos al disco, o que queramos un archivo de vídeo o la sucesión de imágenes individuales.

Pero el programa que hace posible FastCam, y que marca la diferencia respecto a otros instrumentos similares, es el programa de procesado de datos, el cuál ha sido desarrollado por el grupo del departamento de Física Aplicada de la Universidad Politécnica de Cartagena¹¹. El programa *fastcam* se ejecuta en *linux* y tiene una parte de interfaz gráfica en la que se configuran los parámetros de control: nombre del fichero/serie, datos de la observación, porcentaje de imágenes buenas deseadas, etc. También tiene una parte de cálculo que analiza la serie de imágenes no como en la teoría, sino que, al tener suficiente muestreo de la PSF teórica, lo que hace es tomar siempre el píxel más brillante en lugar de buscar la relación de Strehl para ordenar las imágenes. Fijando el centroide en ese punto, recentra y acumula el porcentaje deseado de mejores valores. Esto le da una potencia y versatilidad extra, al poder ir mucho más rápido y asumir que los valores más altos corresponderán a mejores y más concentradas señales y, por tanto, mejores imágenes.

En cualquier caso, en la primera observación tardábamos bastante en llegar a procesar los datos al estar trabajando con dos ordenadores distintos. Estos estaban conectados en red para transmitir los ficheros una vez se terminaba la captura con el programa de ANDOR al otro PC, donde se ejecutaba el programa de procesado. Posteriormente, cuando ya se descargaban los datos directamente a través de un multiplexor en el propio computador de cálculo, se implementó una rutina que iba seleccionando imágenes y era capaz de presentar una estimación de la imagen final.

3.4.4. Electrónica

La electrónica es una parte fundamental de un instrumento astronómico. Empezando por el detector y el sistema de adquisición y, en la mayoría de los casos, de control y comunicación. En nuestra primera aventura no tuvimos mucha opción. La única electrónica venía integrada en la CCD y ésta se controlaba a través de una interfaz en el PC. Sin embargo, la electrónica sigue marcando el ritmo, y la dependencia

¹¹Antonio Pérez Garrido es investigador principal del Grupo de Astrofísica y de la Materia Condensada del Departamento de Física Aplicada de la UPCT y ha desarrollado el programa de control y reducción de datos *fastcam*.

de ella es grande, como veremos.

Detector

El detector usado está basado en un moderno concepto que posibilita su uso en la actualidad para recurrir a la técnica de *Lucky Imaging*. Una de las principales dificultades de esta técnica es el rendimiento de los CCDs que se usan en Astronomía. Aunque los detectores CCD actuales se han vuelto casi perfectos, con alta eficiencia cuántica y calidad cosimética, y además, son versátiles en tamaño y con gran estabilidad mecánica y electrónica, generalmente se leen lentamente (30 a 500 kHz-píxel) con el fin de minimizar el ruido de lectura (ruido que se agrega a cada píxel independientemente del nivel de carga interno) debido al amplificador de salida del CCD.

La velocidad de lectura necesaria para que un CCD sea útil para *Lucky Imaging* (5 – 35 MHz-píx) hace que el ruido de lectura sea mucho más alto, del orden de 100 electrones por píxel para cada sección a leer. Así, por ejemplo, si seleccionamos 4000 imágenes de un total de 40000, con ese ruido de lectura, el fondo de la imagen sumada será ≈ 64 ($\sqrt{4000}$) veces más alto que en una imagen simple. Esto daría 6400 ($\sqrt{4000 \cdot 100^2}$) electrones por píxel solamente de fondo. Si una estrella cubre del orden de 10 pix, necesitaría acumular alrededor de 300 ke⁻ (fotones detectados) para dar una señal significativa por encima del ruido del fondo.

Recientemente *E2V Technologies* (Chelmsford, Reino Unido) desarrolló una nueva estructura de salida para los CCDs, que se conoce como CCDs de bajo nivel de luz o **L3CCD** por sus siglas en inglés (*low light level*). Detectores similares, con tecnología de multiplicación de corriente **EMCCD**, han sido desarrollados por *Texas Instruments* (Japón). Ambos trabajan extendiendo el registro de salida con una sección adicional, llamada registro de ganancia, que se sincroniza con voltajes muy superiores a lo habitual y que dan una distribución de la multiplicación de electrones libre de ruido antes del amplificador de salida. Esta distribución de señal amplificada reduce de modo efectivo el ruido de lectura del amplificador integrado por el factor de ganancia de esta multiplicación en el registro, la cual puede situarse incluso con valores de millares. La lectura de una imagen simple a alta velocidad con esta tecnología estará esencialmente libre de electrones de ruido. Básicamente los EMCCD funcionan como un CCD convencional al que se le incorpora una línea extra de píxeles por la que pasa la carga que se transfiere, donde cada píxel se conecta a dos electrodos, uno de ellos con potencial fijo y el otro oscila como en los CCDs normales pero con un voltaje superior en torno a 50 V en lugar de los 5 V estándar. Este voltaje es muy

superior al necesario para desplazar las cargas, pero también es suficiente como para producir ionización por impacto, generando nuevos electrones. El voltaje aplicado, y por tanto la «multiplicación de electrones (EM)», se controla desde el programa propio de la cámara. Incluso, ya es posible construir cámaras que pueden ver cada fotón individual detectado por el chip del CCD. La consecuencia de todo esto es que la sensibilidad limitante se incrementa dramáticamente hasta quizás sólo 30-100 fotones detectados de una estrella de referencia por imagen, lo que supone un factor 3000 en el ejemplo previo. Esta tecnología hace posible por tanto la técnica de *Lucky Imaging* que hemos usado en nuestro desarrollo.

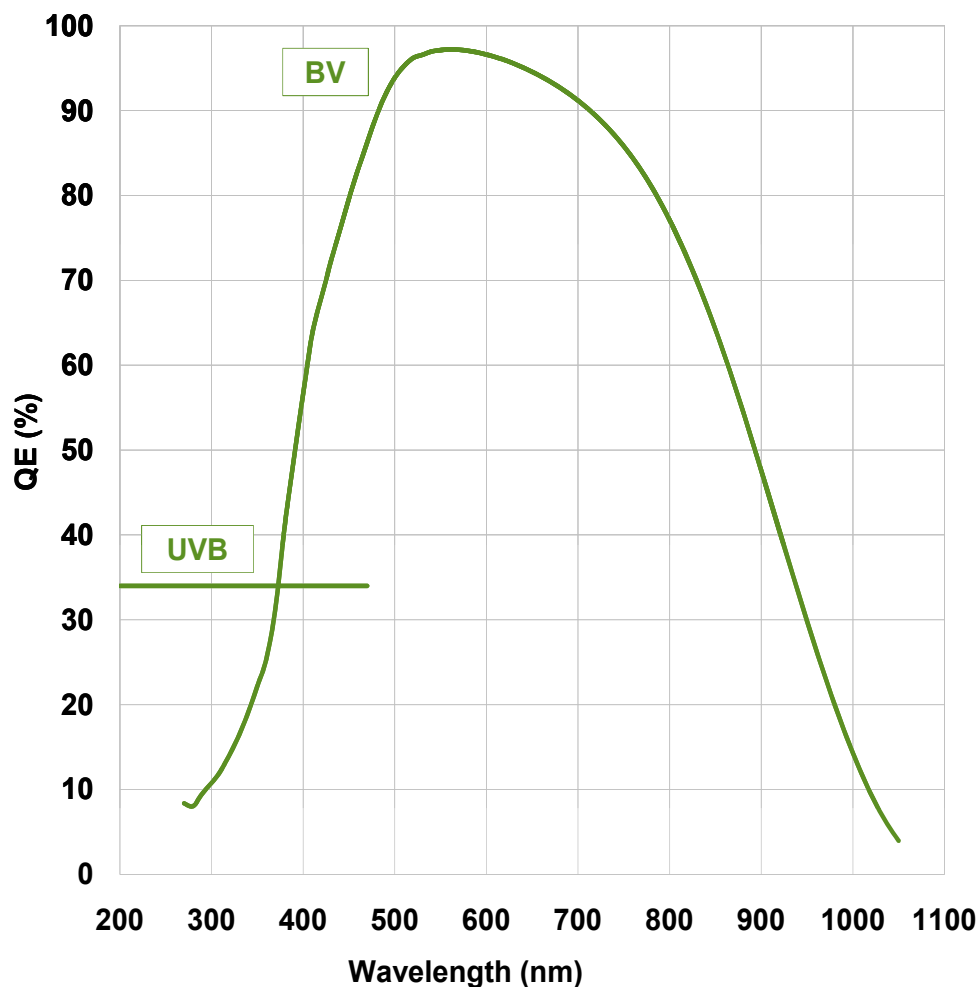


Figura 3.15: Curva de eficiencia cuántica ofrecida por la empresa ANDOR para el detector iXon 860 de 128×128 pix.

En nuestro caso el detector es un TEXCH CCD60 de E2V de tipo EMCCD de iluminación posterior¹², montado en una cámara de imágenes de alta sensibilidad de la firma ANDOR: *iXon3 860 Back-Illuminated EMCCD camera*.

Al igual que los CCDs habituales, los EMCCD también muestran «corriente de oscuridad (*darck current*)», que se hace prácticamente despreciable gracias a la alta refrigeración. En nuestro caso, las cámaras de ANDOR llevan un potente sistema de Peltier, con posibilidad de asistencia de disipación por un circuito de agua.

El ruido de lectura es también común a este tipo de detectores y podría ser dominante dado el modo de lectura rápida con el que se trabaja en FastCam. En el caso particular de los EMCCD aparece una fuente adicional de ruido debida al oscilador de lectura CIC (*Clock Induced Charge*)^(DGG⁺08). Este generador de ruido es importante porque en el modo de lectura rápida el reloj de lectura funciona con frecuencias de MHz frente a los kHz de los CCDs convencionales.

Con el tiempo aprendimos que, utilizando una velocidad de lectura en torno a 10 MHz, se puede controlar esta fuente de ruido para exposiciones entre 10 y 60 ms. Valores de lectura superiores producen un ruido de lectura innecesario que aumenta de modo exponencial con la frecuencia del reloj, mientras que los valores más bajos limitan la rapidez de adquisición de imágenes. Este último factor es importante ya que, al aumentar el tamaño del detector, la transferencia de carga se hará más lenta.

Además de la EM, la cámara posee también un preamplificador o amplificador externo que también mejora la señal, aunque contribuye con un cierto ruido. Para nosotros su factor de amplificación no es tan relevante y se comprobó que era más adecuado usar valores bajos para disminuir su aportación al ruido de la señal (Pérez-Prieto^(PP07) 2007)¹³.

3.4.5. Resultados

La primera luz oficial de FastCam (FC) se produjo la noche del 17 al 18 de mayo de 2006, después de un primer intento la noche del 4 al 5. Esta primera tentativa, no obstante, nos sirvió para verificar el montaje y pruebas de enfoque y ajuste con el sistema de guiado de FOVIA.

La mejor forma de verificar un sistema de imagen en astronomía es apuntando a un cúmulo de estrellas, de modo que tengamos suficientes objetos, incluso de va-

¹²Se habla de detectores de iluminación posterior o *back-iluminated* cuando la luz incide en el semiconductor a través del sustrato donde se fija o se soporta la película sensible.

¹³Es posible que esta amplificación contribuya a una contaminación diagonal de la imagen. Ver la sección 2.6 del DEA referenciado.

rias magnitudes, para poder comparar en cada imagen tanto la sensibilidad como la calidad de imagen. En nuestro caso, buscando además la menor perturbación atmosférica posible, encontramos el cúmulo globular M3, que culminaba prácticamente en el Zenit cerca de las 0 horas del día 18.

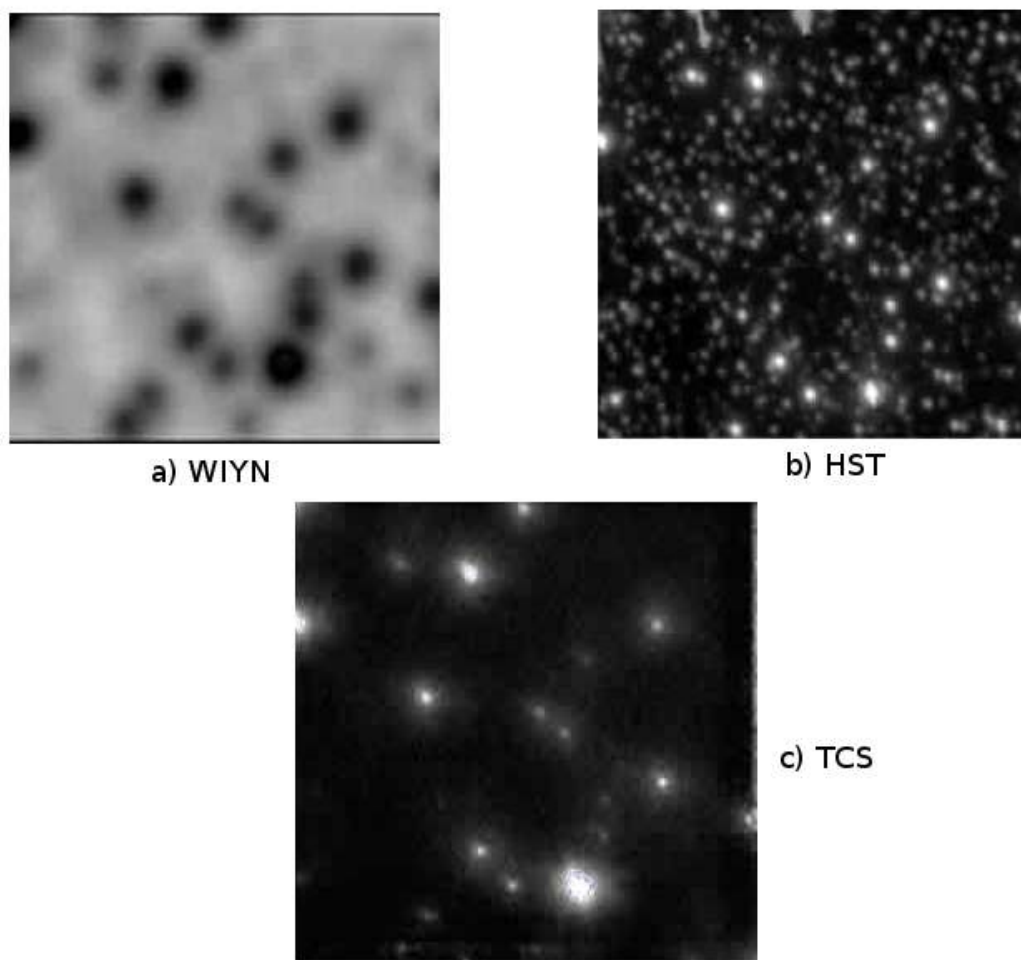


Figura 3.16: Imagen del centro del cúmulo globular M3 tomada con FastCam en el TCS (c) en la noche de primera luz. La imagen es el resultado de seleccionar el 10 % de las mejores imágenes de 8 series de 10s cada una en banda I, en una noche con un *seeing* peor que 1,6 arcsec. Se puede comparar con los campos equivalentes obtenidos por: (a) el telescopio WIYN (Wisconsin, Indiana University, Yale University, and the National Optical Astronomy Observatory (NOAO)) de 3,5 m de abertura instalado en Kitt Peak y en unas condiciones de *seeing* de 0,5 arcsec en banda R y (b) el Telescopio Espacial Hubble de 2,5 m, obviamente sin *seeing* y también en banda I.

Aunque habíamos probado la adquisición en laboratorio, como siempre, la opera-

ción en telescopio resulta distinta. Tomamos distintas series de imágenes y, a pesar de que habíamos decidido seleccionar el formato AVI sin pérdida (secuencia continua de imágenes bitmap), lo cierto es que usamos también el formato nativo del programa de control de la cámara por si podíamos tener acceso a más información, o la digitalización de los datos era superior.

En la figura 3.16 se muestra una comparativa de una imagen lograda en la primera noche de observación con FastCam en el Telescopio Carlos Sánchez de 1,5 m de abertura, en un momento de relativo buen *seeing* (para lo que era aquella noche), con las imágenes del mismo campo obtenidas por otros telescopios significativos. Se observa como a pesar de un peor *seeing* se detectan las mismas estrellas que con un telescopio de 3,5 m de abertura, como es WIYN en Kitt-Peak (USA), e incluso más nítidas. A pesar de ello, son la nitidez y profundidad del telescopio espacial con 2,5 m y libre de *seeing* las que nos muestran lo que falta por alcanzar. Hay que notar que, en realidad, tampoco tenemos datos de los tiempos de integración de ambas imágenes lo que, al ser de telescopios de mayor diámetro, juega también en nuestra contra. En el caso del telescopio WIYN, además, la imagen es en banda R, con una longitud de onda central más corta y, por tanto, más resolutive (límite de difracción menor)¹⁴.

Las imágenes y sucesión de imágenes tomadas esa noche se centraron en M3 para evaluar el campo, en calidad y capacidad de corrección de la técnica con el *software* desarrollado, y la profundidad que se podría alcanzar. Para el calibrado de la escala escogimos ζ -Boötis, una binaria de cuarta magnitud.

Estrella	Magnitudes	Sep.	A.P.	Tipo Espect.	R.A.(2000)	Dec.
ζ -Boö	4,5 & 4,6	0,9''	301°	A3-A2	14 ^h 41,1 ^m	+13° 44'

Tabla 3.5: Datos de la estrella binaria ζ -Bootes.

Las estrellas dobles no se reúnen en regiones concretas, tal y como sucede con la mayoría de los objetos extensos. Izar o Mirak (ε -Boo) se sitúa en Boötis (Boötes, Bootes, Boyero: Pastor de bueyes)¹⁵ sólo aparentemente, ya que está emplazada a una distancia distinta, pero en la misma línea de visión. Boötis es un refugio de

¹⁴En honor a la verdad, aclarar que también es una longitud de onda más afectada por efectos de *seeing*.

¹⁵La nomenclatura por orden de brillo de las estrellas en cada constelación viene, en muchos casos, impuesta por la tradición y, en otros, por quién y cuándo la cataloga. En las constelaciones con nombre griego, listadas por Ptolomeo, se suele usar la letra griega asociada a su nombre también heleno, pero en muchos casos, para estrellas catalogadas a posteriori, se recurre a una notación latinizada.

abundantes estrellas dobles, y muchas de ellas son muy calientes y blancas, lo cual es bastante extraño. La mayoría de las verdaderas binarias resueltas tienden a ser amarillas y naranjas, más frías.

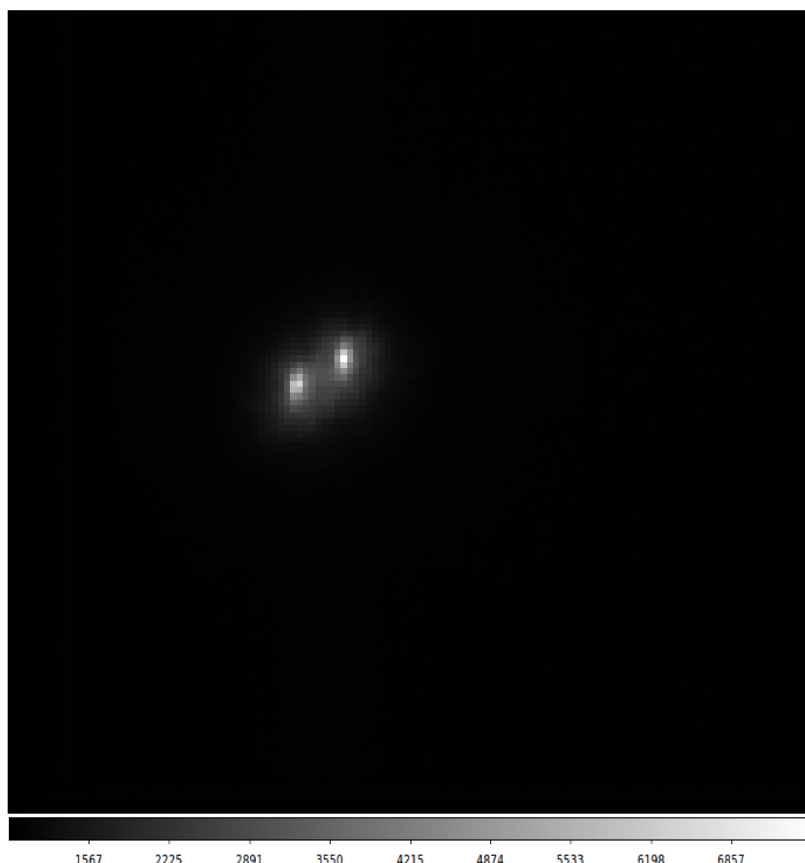


Figura 3.17: Imagen de la binaria z-Bootes adquirida durante la noche de primera luz el 17 de mayo de 2006 con FastCam en el TCS. Se usó como referencia para verificar el calibrado de la escala de placa, considerando que son objetos próximos bien conocidos y con buena calidad de imagen.

Zeta (ζ) Boötis es una pareja excepcional. Entre las parejas con órbitas conocidas, se puede considerar a Zeta Boötis como la reina de las Sirias. Es el par más rápido de estrellas tipo A que se haya resuelto. Sirio es el ejemplo más brillante de esta clase. Zeta-Bootes es un par de Sirias idénticas de 4^a magnitud con un periodo orbital de sólo 125 años. Para ser estrellas dobles resolubles este periodo es un suspiro. Aunque las gemelas son mucho más fáciles de separar que las contrastadas, Zeta está demasiado pegada como para resolverla con facilidad. Sus miembros están separados 0,9'' aproximadamente, y se deben aplicar medios y altos aumentos para

conseguir verlas individualmente. La abertura mínima para resolver un segundo de arco es 139 mm y necesitamos 154 mm para separar 0,9 arcsec. Y, en cualquier caso, el aumento visual necesario es $G = F_{ob}/f_{oc} = \alpha \div \theta = 67$ ¹⁶. Para nosotros, con FastCam, la separación de los centroides es de 11,51 pix y, por tanto, la escala de imagen resulta $0,9/11,5 = 0,078$ arcsec/pix. Este valor nos lleva a un campo total de $128 \times 0,078 = 10$ arcsec.

Estos valores indican que no hemos conseguido montar el sistema en el modo calculado¹⁷ que suponían los 71 mas/pix y un campo de 9 arcsec. No obstante, dado el éxito de las pruebas y que la resolución era suficiente para el telescopio TCS, máxime teniendo en cuenta los niveles de *seeing* que había esa noche, que necesitábamos la mayor cantidad posible de energía por píxel y como además nos aportaba un mayor campo, decidimos mantener esta configuración para las siguientes pruebas con este telescopio.

¹⁶ α es la resolución del ojo, que se define estándar como 1 arcmin y $\theta = 1,22\lambda/D = 0,9$ arcsec.

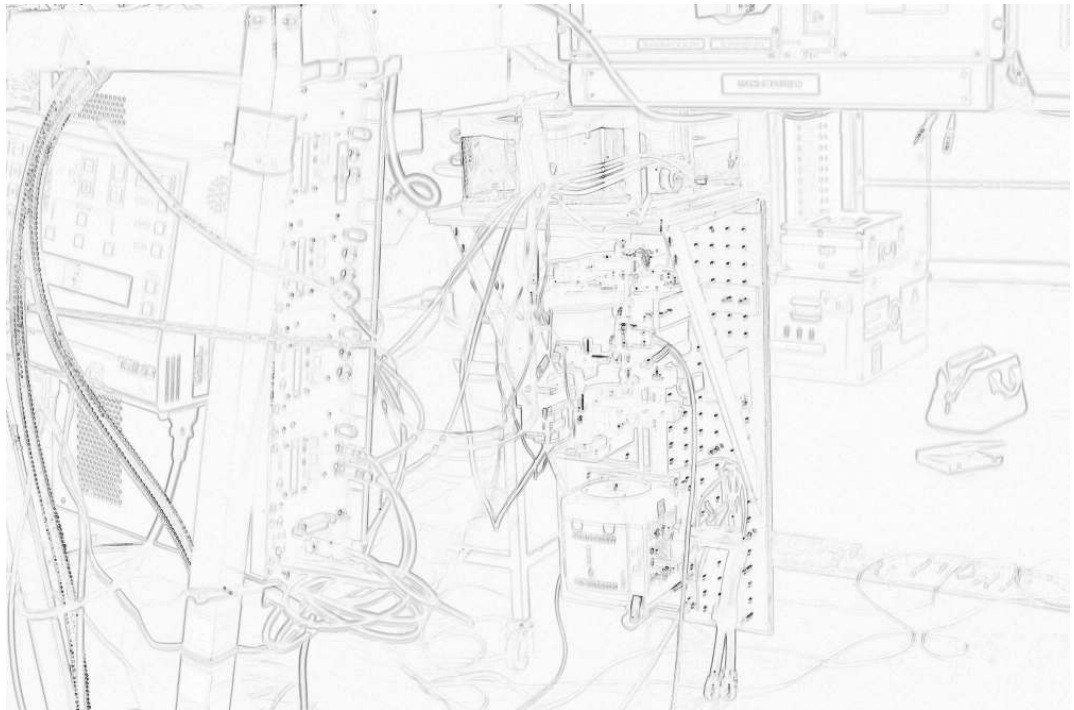
¹⁷Lo más probable es que, debido a la configuración del detector de ANDOR, el posicionado de la lente de cámara tuviera un ligero error (más alejada/próxima) y que, para compensarlo, forzó a que situáramos el foco del telescopio a la distancia conjugada de la imagen a través de la lente colimadora (más cerca/lejos), dando un aumento ligeramente superior.

4

El desarrollo

Una de las ventajas de ser desordenado es que se hacen hallazgos emocionantes.

(A.A. Milne)



Las primeras observaciones con el prototipo en el telescopio TCS demostraron que el sistema era viable. La experiencia de trabajo permitió definir una serie de mejoras que podían optimizar el uso del instrumento.

4.1. Avances

Fueron muchos los pasos que se dieron desde el primer éxito y la demostración de que el sistema funcionaba y que, por tanto, no era descabellado plantearse un instrumento de este tipo. Sin embargo, no debemos olvidar que lo que habíamos diseñado era un prototipo, realizado como un montaje de laboratorio. El siguiente paso nos resultaba bastante evidente: debíamos probar nuestro instrumento donde realmente pudiésemos comparar los resultados con otros obtenidos desde el espacio con un telescopio de tamaño similar. Sólo así quedaría clara su ventaja. El objetivo entonces estaba claro, tanto por calidad del telescopio como por proximidad, así como porque su tamaño es semejante al del *Hubble Space Telescope* (HST): iríamos al telescopio *Nordic Optical Telescope* [Telescopio Óptico Nórdico] (NOT). El conseguir resultados equivalentes a los logrados por el telescopio espacial supone poder comparar directamente tiempos y tamaño del campo para poder hablar de coste y competitividad.

Pero, para instalarnos en el NOT con un foco Cassegrain vertical y con una interfaz diferente entre telescopio y el instrumento, no podíamos pensar en usar el montaje de laboratorio. Para complicar las cosas, tampoco el acceso al telescopio es tan cómodo como en el caso del TCS ni resulta tan fácil manipular el instrumento, y todo esto considerando además que hasta entonces estábamos usando un cambio manual de filtros. Por último, también debíamos tener en cuenta que el modo de apuntado de NOT es independiente: tiene un sistema propio en el que la estrella de guiado no coincide con la estrella observada, como en el TCS, lo que dificultaba aún más la adaptación de diseño.

Así pues, había que plantearse el diseño y construcción de un nuevo sistema que además fuera versátil y capaz de poder montarse en varios telescopios ya que, llegados a este punto, no debíamos ni queríamos limitarnos solamente a TCS y NOT. Los problemas con este tipo de tareas, máxime cuando el proyecto todavía no lo era de modo oficial, es el acceso a recursos, tanto de personal como de máquinas. Teníamos entre manos un instrumento que podría revolucionar la astrofísica que se obtenía en Canarias, y debíamos continuar avanzando tan rápido como pudiésemos pero, al mismo tiempo, debíamos parar para crear el proyecto «oficialmente», lo que

permitiría gestionar el acceso a infraestructuras. Además de todo ello, sabíamos que no había opción de acceder a un diseñador mecánico hasta varios meses más tarde, ya que tenían asignadas tareas urgentes del proyecto [EMIR](#), y el acceso a talleres estaba también limitado por la finalización de las tareas de fabricación y montaje de [OSIRIS](#).

Fue en este punto donde de nuevo aprovechamos mi experiencia previa y mi implicación en [OSIRIS](#), de manera que pude diseñar una adaptación más rígida, grande y con un cierto grado de configurabilidad a modo de sistema de prototipaje. La idea fundamental era que, a la vez que fuera fácil de reimplementar el sistema en esta nueva estructura, fuese algo más versátil y pudiera albergar algunos de los requerimientos que considerábamos necesarios en la nueva configuración: rueda de filtros controlable, ADC, cámara de campo amplio, adaptación a distintas placas focales, etc.

Por otro lado, estaba el seguimiento y la adquisición de imágenes. En el TCS ya habíamos visto que, con un campo tan pequeño, resultaba muy difícil trabajar. Se requería un detector mayor, más aun si íbamos a telescopios más grandes con escalas de placa mayores, como era el caso.

Además, el proceso de adquisición y procesado de las imágenes demoraba mucho las pruebas y era difícil determinar cuándo estábamos en condiciones de identificar algún objeto astronómico. Hemos de tener en cuenta que las imágenes de las estrellas, al dispersarse por los efectos de la atmósfera, reducen la concentración de luz en un punto y son mucho más difíciles de identificar para tiempos de integración cortos, y en nuestro caso eran muy cortos, como ya se ha explicado. El uso de una cámara de gran campo, distinta del detector científico, para poder identificar dónde estábamos apuntando tampoco nos facilitaba mucho el trabajo. Al perder resolución, sobre todo cuando aumentábamos los tiempos de integración, no podíamos determinar la [magnitud](#) límite a la que podíamos llegar.

Por suerte, debido al trabajo del departamento de electrónica en otro proyecto, [SCIDAR](#), conocía los desarrollos que se estaban realizando en el **IAC** para controlar la adquisición y procesado de imágenes que estabilizaran el Frente de Onda en modo de lazo cerrado por *hardware*, mediante el uso de una [FPGA](#). Como se verá, este punto fue fundamental para el éxito de FastCam durante los primeros años.

4.2. Adaptaciones y mejoras

Esas primeras observaciones o, mejor dicho, los resultados de esas observaciones nos incitaron a definir un proyecto de verdad y hacerlo oficial. No se trataba ya de un experimento y un prototipo de laboratorio, aprovechando material y equipo del que disponíamos en el departamento y en el laboratorio de óptica, y con un detector compartido con el proyecto [SCIDAR](#). Estaba claro que el método y el proceso de reducción de datos funcionaba. Debíamos mejorarlo y poder convertirlo en un instrumento autónomo y eficaz.

Había una serie de problemas muy evidentes que debíamos solucionar. Las observaciones en el telescopio TCS demostraron que el cambio de filtros manual era un engorro. Y el tener que usar un paño negro para tapar el montaje en el banco óptico tampoco era práctico. Igualmente la identificación de campo solamente era viable para estrellas de hasta novena magnitud usando la cámara de guiado del [Telescopio Carlos Sánchez](#), pero a partir de ese punto no teníamos garantía de apuntar realmente al objeto deseado.

El campo de 9 arcsec claramente se hacía pequeño, y trabajar con un detector de 128×128 píxeles de 24 micras de tamaño de cada uno de ellos era también una limitación. Tampoco resultaba efectivo el tener que hacer el procesado de cada cubo¹ de imágenes para verificar la calidad y validez de la observación, ya que resultaba muy engorroso y lento. Y, por último, estaba la complicación de la toma de datos por medio de un *software* propietario ejecutándose en un PC con *Windows* y copiando después esos datos al PC con el *software* de procesado en un sistema *Linux*.

En la campaña del 9-11 de agosto se probó el *software* desarrollado específicamente para FastCam, aunque se usó solamente como postprocesado. No fue sino hasta la siguiente campaña del 27 de septiembre de 2006 cuando el programa tuvo acceso directo al control de la cámara de ANDOR y se empezaron a adquirir datos desde una unidad *linux* en sala de operadores a través del PC con *windows* y la placa *framegrabber* de control de la cámara.

Una vez puestas estas ideas sobre el tapete se decidió que empezaríamos por una parte fundamental: seleccionar el nuevo detector del instrumento. El tiempo de integración requerido para la «congelación» de la atmósfera en las bandas R e I en las que decidimos centrar el rango de trabajo fundamental era de 35 ms, y eso nos permitía escoger un detector de 512×512 pix (ver Sec. 3.4.4) con las mismas interfaces

¹Llamamos cubo de imágenes a una secuencia de imágenes a modo de película, donde cada imagen forma una superficie o página y la secuencia temporal va creando el libro o cubo.

y, en principio, con las mismas características que el usado previamente². El detector permite observar un campo mayor, aunque con menor tamaño de píxel y de muestreo y, por tanto, un nuevo Diseño Óptico. Y es precisamente ese Diseño Óptico el que pasa a condicionarnos el montaje y su tamaño.

Ahora sí, el instrumento, con este nuevo detector y la experiencia ganada, requeriría numerosas mejoras. La base del diseño sería el telescopio TCS, pero, como ya hemos comentado, considerando la posibilidad de ir a otros telescopios, como el NOT. La idea base pues era integrar el nuevo diseño de FastCam con una rueda de filtros automatizada y una cámara de gran campo en una estructura cerrada, considerando además la posibilidad de incluir un ADC y una cámara extra para identificar el campo. Además de ello, debíamos prever la inclusión de un circuito de ciclo cerrado de líquido de refrigeración para disminuir y estabilizar la temperatura de trabajo del detector y mejorar así su eficacia.

No sólo eso, también queríamos poder acceder a una previsualización del resultado de la imagen del sistema u objeto observado y eso sin tener que trasladar los datos del PC de adquisición al de procesado después de cada exposición.

En lo que respecta al *software* también se pretendían mejoras. Al disponer de un mayor campo podíamos considerar centrarnos en zonas concretas del mismo de menor tamaño, mediante el uso de ventanas. Aunque el programa de adquisición del detector no permitía esto, su inclusión evidentemente reduciría el tiempo de procesado, al considerar un menor número de píxeles. Queríamos poder evaluar la calidad y forma de la imagen reducida, o incluso sin reducir, para evaluar el *seeing*, de un modo interactivo y rápido sin tener que trabajar con otro programa de procesado como IRAF. De igual manera, una preevaluación, sin almacenamiento, de la imagen para optimizar el enfoque eran requerimientos impuestos para una nueva versión.

Como vemos, el paso del primer prototipo a lo que debería ser un instrumento de uso común conllevaba numerosos y complejos cambios. Intentaremos ir por partes describiendo el proceso que surgió para elaborar este –ya– proyecto oficial.

4.2.1. Electrónica

El Departamento de Electrónica lleva varios años trabajando y desarrollando sistemas de control y procesado directo de actuadores por medio de dispositivos de múltiples puertas de campo programable (FPGA, Field Programmable Gate Array

²El tamaño de píxel es distinto y el *software* más moderno. El rango de ganancias también variaba.

en inglés). Las **FPGA** permiten crear circuitos mediante la programación de puertas lógicas, lo que da una potencialidad y flexibilidad muy grande a estos circuitos semi-conductores, de modo que se pueden reconfigurar para realizar distintas funciones o funcionalidades. La aplicación fundamental de las **FPGA** en el IAC había sido para el control de los sistemas de Óptica Adaptativa tanto para SCIDAR como para un espejo deformable y su Sensor de Frente de Onda. En ese momento tuvimos claro que el disponer de **FPGA** en FastCam sería crucial para el control y tratamiento de las imágenes, dando al instrumento una versatilidad superior a los equipos similares que en ese momento se estaban diseñando en otros lugares.

Control de **FPGAs**

La colaboración con la **Universidad Politécnica de Cartagena (UPCT)** nos permitió, ya desde el verano de 2006, trabajar con un becario de verano³ para que entrase en contacto con el proceso de programación de las **FPGA**. Los excelentes resultados obtenidos nos llevaron a su contratación al año siguiente, cuando finalizó la carrera en la **UPCT**, con un proyecto basado en el desarrollo de un preprocesador de imágenes por **FPGA** y que probaríamos en la campaña del 1 de mayo de 2007.

La idea que teníamos para la función inicial de la **FPGA** era la de que posibilitase el control y adquisición de los datos del detector y su transmisión para procesamiento y almacenamiento. El concepto de base era realizar un multiplexor para la división y redirección de las señales del detector.

El multiplexor se controla desde un PC a través de una red *ethernet* de modo que, insertándose entre el detector y un PC de control, permite derivar los datos del detector por un lado al PC con la placa y el programa de control, por otro lado al PC de adquisición y postprocesado y, a la vez, al sistema de memoria y procesamiento de la propia **FPGA**. La conexión y transmisión de datos de los PCs con el multiplexor se hace a través de un protocolo *ethernet* en una red «gigabit».

La función del multiplexor la hace realmente la placa **FPGA**. Con su sistema de puertas lógicas se puede programar para evaluar e incluso amplificar la señal recibida y redireccionarla a los sistemas descritos.

Así pues, a partir del verano de 2006 tuvimos una persona dedicada de modo continuo a la puesta a punto de un sistema de control de datos en tiempo real por **FPGA**. La idea era crear un circuito que, a la vez que direccionaba los datos adquiridos por la CCD al computador de adquisición para su almacenamiento y

³Juanjo Piqueras entró a formar parte del Proyecto como becario de verano, desarrollando su proyecto de licenciatura durante el siguiente año.

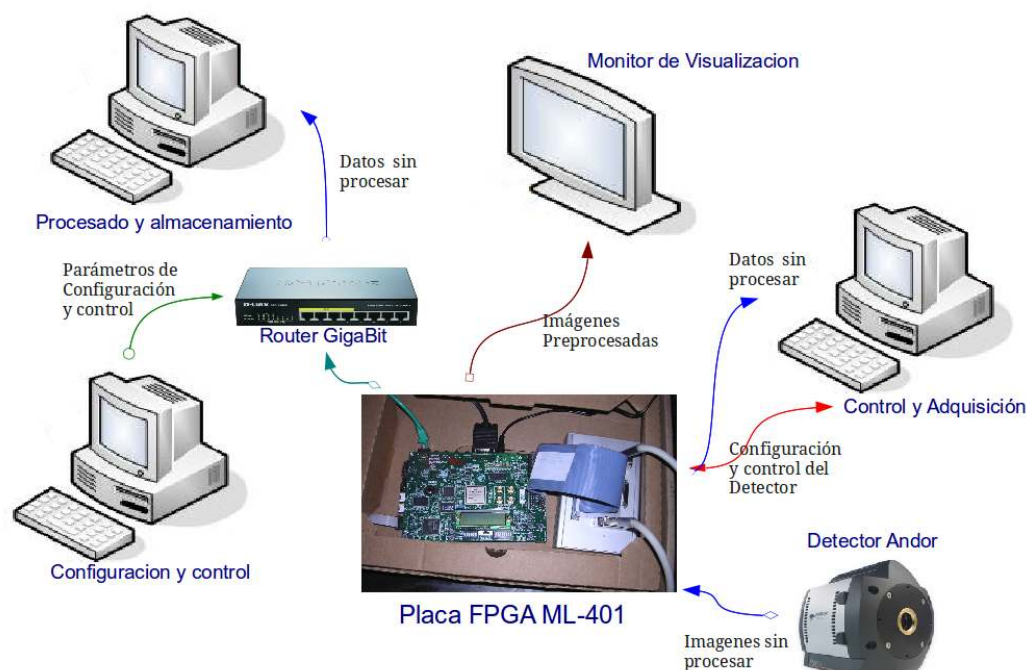


Figura 4.1: Esquema de la distribución de señales entre el detector y los ordenadores controladas por la placa FPGA programada.

pos-procesado, preprocesaba esa información en la memoria interna, recentrando las imágenes según el píxel más brillante, enviando la imagen resultante en modo acumulativo a un monitor de seguimiento en tiempo real. Este circuito conectado a un PC era actualizado a voluntad para obtener imágenes limpias cada pocos segundos.

El microprocesador y memoria de la FPGA permiten obtener imágenes preprocesadas sin tener que almacenarlas primero, reduciendo drásticamente el tiempo de preparación y observación al permitir hacernos una idea del tipo de objeto que observamos aun antes de la adquisición de un cubo de datos.

Un uso y beneficio inmediato surge en el enfoque y valoración de la imagen cuando estamos en telescopio. Aunque no tiene la capacidad de filtrar las imágenes malas y genera imágenes acumulativas que debemos reinicializar cada cierto tiempo, nos da una idea de cómo de intensa es la señal y, por tanto, de la calidad de la atmósfera mientras ajustamos el mejor foco del telescopio haciendo que la imagen proporcionada mejore en resolución e intensidad.

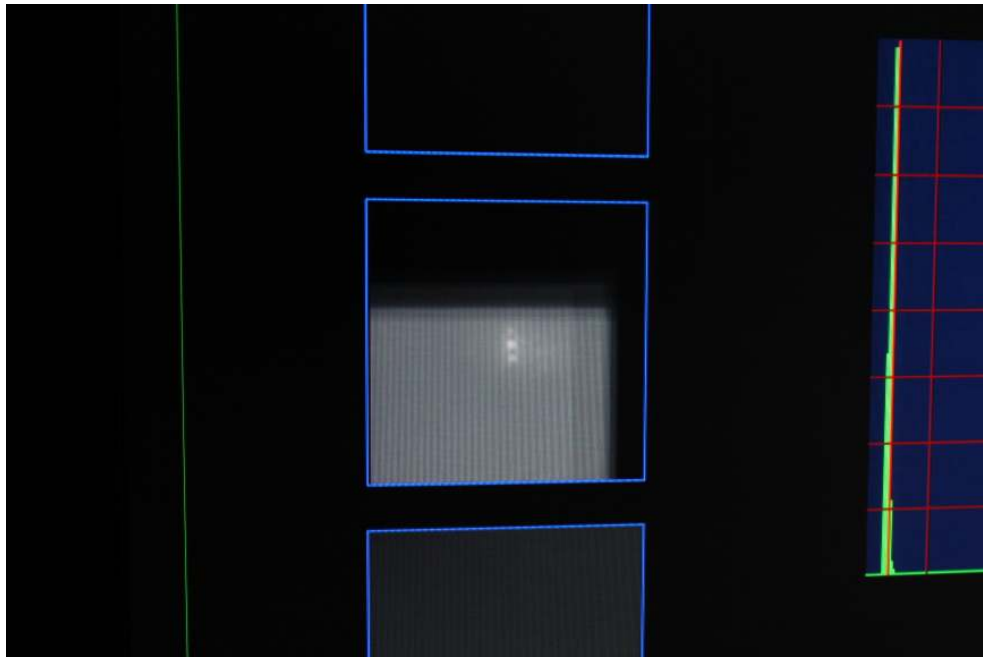


Figura 4.2: Imagen que muestra la presentación en monitor de la imagen preprocesada por la FPGA. Se ve el resultado del recentrado en tiempo real de la binaria ADS 10598, con una separación de $0,2\text{arcsec}$, que se observa con un efecto de «triple imagen» debido al salto entre los máximos de una estrella y de la otra cuando las componentes son muy parecidas.

Detector

A lo largo de las campañas de pruebas desarrolladas durante 2006-2007 en el TCS se vio claro la capacidad del sistema para sobreponerse a la atmósfera. No obstante, y si bien el campo del detector que usábamos era suficiente y apropiado para estudio y seguimiento de binarias, la idea de poder aplicarlo a otros campos como cúmulos globulares con posibles núcleos gravitatorios, no identificados o no visibles como agujeros negros, nos exigía la extensión del campo de observación.

Dado que los detectores montados en las cámaras de la firma ANDOR, que había suministrado el detector que usábamos, podían tener también otros tamaños, como 512×512 pix y 1024×1024 pix, de forma simultánea al inicio del desarrollo de la técnica de FPGA se decidió prepararla para un detector de «medio K».

La elección del detector de 512×512 pix se basó, primero, en la velocidad de lectura, ya que la cámara suministrada con este detector tenía electrónica para la lectura del sensor completo a velocidades de exposición de 30ms, mientras que el formato de «un K» no podía leerse completo más rápidamente de 100ms (Sec. 3.4.4). Otras diferencias

eran que el sistema de 1024×1024 pix no lleva obturador y el ruido de lectura es un poco superior. También el tamaño de píxel fue un factor a considerar. El sensor que estábamos usando de 128×128 pix tenía un tamaño de píxel de $24 \mu\text{m}$, mientras que el de 512 pix era de $16 \mu\text{m}$ y el de 1024 pix de $13 \mu\text{m}$. Éste es un parámetro a tener muy en cuenta en un nuevo Diseño Óptico ya que, no es ya sólo que el campo crece y buscamos la máxima calidad en todo el [Field of view \[Campo de visión\] \(FOV\)](#), sino que el muestreo condiciona también la relación de aumento si mantenemos el criterio de 5 pík por PSF.

De todas formas, se hizo un estudio de las posibles combinaciones de campos, muestreo, tamaños de PSF y relaciones de aumento de la óptica no sólo para el telescopio TCS sino que añadimos además los telescopios [NOT](#) de 2,5 m y [WHT](#) de 4,2 m de abertura. En ese momento nos decantábamos ya por un sensor de 512×512 pix si el resto de condicionantes no nos lo desaconsejaban.

Calibrado

Por estas fechas el Área de Instrumentación del IAC acababa de adquirir, para el grupo de detectores del Departamento de Electrónica, un conjunto de material para reproducir el sistema de calibración de detectores utilizado por [GTC](#). El nuevo detector adquirido para FastCam fue el primero en ser probado en el banco de calibración, aunque solamente se llevó a cabo una caracterización de eficiencia cuántica, ya que el banco de pruebas no estaba finalizado totalmente. El sistema de calibrado consiste en una fuente de luz blanca que se focaliza para generar una iluminación difusa de intensidad variable controlada a través de un fotómetro patrón. En el camino se inserta una rueda de filtros de banda estrecha para hacer medidas a distintas longitudes de onda. Además de ello, también se aprovechó para encontrar la mejor relación de ganancias y amplificación a utilizar.

El resultado de todo ello fue una caracterización de la cámara ANDOR muy superior a la que había realizado nunca el fabricante de la misma, con una curva de respuesta en longitud de onda notablemente mejor en cuanto a medición que la presentada por ANDOR pero ligeramente peor en calidad. Estos valores nos permitieron estimar un alcance aproximado, en lo que se refiere a magnitudes, de lo que podríamos conseguir con cada telescopio.

A pesar de que esta calibración era mucho mejor que la presentada por ANDOR, estas mediciones deben tomarse como una primera aproximación. La relación de ganancias se realizó en un margen de detección de un número de electrones promedio, y no se hizo un calibrado en función de la intensidad recibida o el tiempo de inte-

gración. Además, el banco de calibrado adolece de ciertos defectos, como el uso de filtros⁴.

El calibrado definitivo de esta cámara y de todas las demás que han ido viniendo detrás lo hemos realizado en el TCS, mediante decenas de noches de observación de distintos objetos. La variación de magnitudes, ganancias y tiempos de exposición nos han permitido caracterizar perfectamente todas las cámaras ANDOR, llegando a conocer bien sus respuestas, sus bondades y sus limitaciones.

Rueda de Filtros

Hemos de considerar aquí también un extra que añadir a la cohorte de modificaciones del sistema. En realidad no era un añadido a FastCam, sino una modificación o automatización para el nuevo diseño. Si bien teníamos en mente introducir una rueda de filtros automatizada, no terminamos de decidir el número y forma de los filtros. Por ello, al final insertamos una rueda motorizada que teníamos como resultado de la canibalización del espectrógrafo de dispersión cruzada *Utrecht Echelle Spectrograph* (UES), recientemente retirado del telescopio WHT, con la idea de aprovechar su óptica para rehacer un espectrógrafo equivalente pero alimentado por fibras ópticas. El inconveniente estaba en que el control de la rueda era parte de la obsoleta electrónica y no se podía recuperar. Por ello, optamos por insertar una placa A/D en el PC que se quedaba en la cúpula con el control del detector. La placa permitía alimentar el motor DC y leer un potenciómetro de 360° montado en el mismo eje de la rueda. Esta rueda de filtros se sustituyó más adelante por unas ruedas comerciales de la marca SupaSlim.

Cámara de Campo

Uno de los inconvenientes de la tecnología necesaria para *Lucky Imaging* es que el tamaño de los detectores no puede ser muy grande, ya que el tiempo de lectura crece dramáticamente con el número de píxeles. A la vez, el ruido generado en los píxeles es tanto más bajo cuanto más pequeños son estos. Así pues, debemos conformarnos con detectores pequeños en número de píxeles y, como consecuencia, en tamaño, y el campo cubierto, si además queremos un muestreo apropiado, se hace mínimo.

El problema de un campo de observación muy pequeño es la dificultad de garantizar que el apuntado es el correcto cuando se buscan objetos muy débiles, máxime

⁴La transmisión total del sistema de calibración siempre está modulada en un ancho de banda amplio que limita el ancho de banda de la utilización del sensor y los datos del detector no serán válidos para medidas con un ancho de banda inferior al de la calibración.

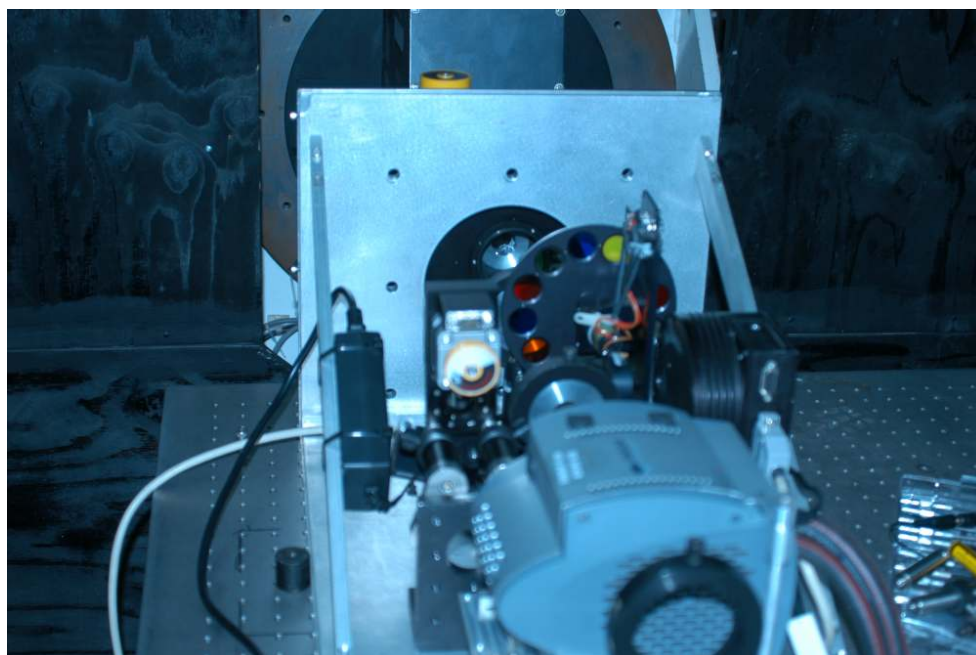


Figura 4.3: Fotografía del sistema de FastCam con el detalle de la rueda de filtros. A la derecha se puede ver la cámara de campo de SBIG con el motor que inserta el espejo a la izquierda en primer plano. También al frente asoma el motor del rotador de prismas del ADC; el último prisma se ve a través del hueco del frontal de FastCam.

en las imágenes de corta exposición. Así pues, uno de los requerimientos que desde el principio todos veíamos claro que hacía falta era un sensor que permitiera la visión de un campo más amplio y que podíamos tener alineado y calibrado para garantizar el apuntado correcto del detector de *Lucky Imaging*. Como el factor de aumento del campo de visión de FastCam era de ~ 3 , parecía que un factor de 1:1, para el campo de apuntado podía ser apropiado, incluso si teníamos en cuenta que lo más probable era que el detector sería dimensionalmente mayor. Además, requeriríamos que tuviera capacidad e integración. Prácticamente resultaba obvio que usaríamos un detector habitual en los laboratorios y pequeños telescopios del observatorio. Se trata de la serie SB-7/8/10 de CCD's de la firma SBIG, basados en detectores de Kodak como el que usamos en el *sensor de frente de onda* para alineado, o para prácticas de alumnos de la especialidad y para fotografías astronómicas y divulgación.

El detector lo montaríamos en un brazo a 90 grados del detector de *Lucky Imaging* de modo que, insertando un espejo a 45° en el tramo colimado después de la rueda de filtros, sólo se necesita una lente de cámara de una focal similar al colimador y a una corta distancia de la pupila para que la proyección de ésta sea lo mayor posible

sobre el detector.

Hasta el momento hemos usado dos detectores distintos como chip de gran campo. Las primeras pruebas las hicimos con una CCD ST-8XME con un sensor KAF-1603ME de 1530×1020 pix, de $9\mu\text{m}$ cada uno y lectura por puerto paralelo. Más adelante usamos un ST-10XME (KAF-3200ME) de 2184×1472 pix, de $6,8\mu\text{m}$ cada uno, y con lectura por puerto USB. El problema en ambos casos viene por el tiempo de lectura excesivamente largo para cada imagen, de 30s en el primer caso y de 12s en el segundo. Para el sistema definitivo instalaremos un detector con conexión ethernet de lectura más rápida (inferior a 1 segundo).

4.2.2. Óptica

En cualquier caso, lo que teníamos claro sin ningún tipo de dudas era que la evolución del instrumento requería un cambio del sistema óptico. Por un lado era complicado el planteamiento de cubrir un mayor «campo de visión» (FOV, por sus siglas en inglés) manteniendo una calidad a límite de difracción. Pero, además, como ya se mencionó anteriormente, desde la primera luz era un objetivo el ir con FastCam al telescopio NOT de 2,5 m de diámetro y aprovechar no sólo su mayor tamaño sino también las mejores condiciones de observación del observatorio del Roque de los Muchachos (ORM) en la isla de La Palma.

Así pues, no se trataba sólo de ajustar el muestreo y el campo del Telescopio Carlos Sánchez al nuevo detector seleccionado. Necesitaba diseñar y calcular un sistema «itinerante» para los telescopios NOT y WHT, ambos con una abertura $f/11$. El muestreo de 5 píxeles por PSF era la condición base a mantener, y con esa base inicié el estudio de las posibilidades.

Una vez que finalizó la campaña de observaciones en el TCS en febrero de 2007 decidimos solicitar tiempo de observación en los telescopios NOT y WHT con la idea de incorporar alguna de las ideas de mejora que ya habíamos considerado.

Y fue por estas fechas cuando inicié un documento que ha ido creciendo y que contiene gran cantidad de las características de FastCam en todos los telescopios, bandas y configuraciones en las que ha trabajado o en las que pudo haberlo hecho. Se trata de una hoja de cálculo a modo de tabla que muestra los valores base de los principales parámetros de cálculo para distintas configuraciones de telescopios o del propio FastCam.

La primera tabla de características empezó con la configuración original del instrumento, es decir, los parámetros del TCS y las distintas opciones que ya hemos visto en la tabla 3.2, y para varias longitudes de onda.

En la hoja de cálculo empezaron a entrar números de configuraciones de los telescopios y líneas para distintas longitudes de onda. El campo total sólo depende de la focal y, por tanto, a mayor tamaño del telescopio habrá, en general, menor campo. Por otro lado, la resolución depende de la longitud de onda, y si optimizamos para la banda I, como habíamos hecho para el TCS, sacrificaremos la banda V. Por tanto, mi misión consistía en ponderar la posibilidad de trabajar en los grandes telescopios en bandas V, R e I.

Lo primero fue evaluar el sistema actual de FastCam con el nuevo detector. Recordemos que el campo crece y el píxel se reduce. Efectivamente, con el detector de 512 pix pasamos a tener un campo de 24,5 arcsec y 6 píxeles por PSF en banda I que son casi 4 en V. La calidad de imagen se mantiene, aunque requiere un reenfoque de 2 mm más cerca de la lente de cámara para ajustar la mancha al disco de Airy en las esquinas del detector. Pero, con dicho detector ciertamente alcanzamos el límite de aprovechamiento de este sistema óptico para el telescopio TCS.

Este primer tanteo nos indica que realmente el sistema, tal y como estaba planteado, no va a ser totalmente viable para los telescopios mayores. Sin embargo, sí merecía la pena considerarlo, ya que los telescopios NOT y WHT son combinaciones *Cassegrain* más clásicas y menos astigmáticas (a pesar de que NOT es Ritchey-Chrétien). Lo cierto es que en los campos cruzados la calidad óptica se mantiene dentro de Airy, mientras que en las esquinas ya no, y ello para ambos telescopios y con la óptica base diseñada para FastCam en el TCS. Los campos y la resolución que resultan con esta combinación son de 18,5 y 11,0 arcsec y 4,75 pix/PSF para NOT y WHT respectivamente, en banda I. Estos no son datos malos y nos dieron un respaldo con la confianza de que el sistema podría funcionar con el nuevo detector y en los tres telescopios.

A finales de mayo de 2007 nos confirmaron que tendríamos dos noches en NOT a principios de octubre. Se inició entonces una carrera contra los inconvenientes, justo en los meses más difíciles para tramitar compras y recursos. Además, en ese momento estaba calibrando el sistema de posicionado y alineado del espectrógrafo para el telescopio *GREGOR* y ocupando tres de las mesas del laboratorio de óptica.

Con los datos en la mano resultaba justo el no aprovechar todo el campo y no tener mas que 3 pix/PSF en banda V para los telescopios grandes. No olvidemos que TCS es un telescopio de clase IR pero no es óptimo para VIS, mientras que NOT y WHT son telescopios de calidad optimizada en el visible. La idea base era encontrar un sistema óptico más o menos similar, algo mejor en calidad de imagen, que permitiera, al menos, cubrir todo el campo en bandas I y R y lo mejor posible en

VIS. Y para el sistema *itinerante* sí necesitábamos mejorar la resolución e intentar tener los 4 píxeles por disco de Airy en V, o en su caso buscar un compromiso para no quedarnos sin campo.

Así como el primer diseño, basado en lentes de catálogo, se consiguió relativamente rápido no puedo decir lo mismo del nuevo sistema. Las combinaciones de lentes que podían resultar convenientes, con las aperturas⁵ más rápidas de los telescopios de La Palma, no parecían ajustar bien los requerimientos de calidad. Se barajaron muchas lentes de distintos fabricantes y catálogos, variando el tamaño y las combinaciones de vidrios en los dobletes acromáticos e incluso tripletes o algún diseño con más de una lente como componente en los dos barriles. Lo cierto es que los tamaños empezaron a crecer, y con ellos las dimensiones del sistema: para poder compensar y ajustar la calidad óptica en todo el campo con los aumentos requeridos siempre es mejor relajar los efectos de *doblado* de los rayos en cada superficie y para tener un sistema telecéntrico que facilite el alcanzar el [límite de difracción](#) conviene no tener pupilas reducidas. Esto conduce, inevitablemente, a un aumento del tamaño del sistema.

Por una gran casualidad, preparando un montaje para verificar la calidad de imagen del sistema óptico del proyecto [OSIRIS](#), necesité buscar unas lentes en el catálogo de Edmund Optics y recurrí al nuevo catálogo en papel correspondiente al año 2007. Allí me encontré con una serie de lentes etiquetadas como «nuevas», y que por tanto no estaban en el catálogo electrónico de que disponía con el programa de diseño.

En ese momento, además, ya tenía claro qué materiales no funcionaban bien en las combinaciones de los dobletes para colimador y cámara, así que un nuevo doblete acromático de 40 mm de focal y 15 mm de diámetro compuesto por dos elementos de SF10/BaFN10 estaba entre los posibles candidatos a encajar con alguna otra combinación de vidrios ya probada. Para un colimador de 40 mm de focal las focales que mejor ajustan dentro de los criterios definidos de campo y resolución para el telescopio TCS están entre 120 mm y 180 mm, pero la única que ajusta bien la calidad requerida es una de focal 150 mm y 25,4 mm de diámetro formada por dos elementos de vidrios BK7/SF5. El diámetro de la lente colimadora resulta aparentemente pequeño, pero dado que el f-no del TCS es un $f/13,8$ y la focal es corta, a falta de tener en cuenta el campo, debiera ser suficiente para nuestra configuración.

Una vez introducidos los datos de las lentes en el fichero de diseño correspondiente al telescopio TCS los resultados aparecieron realmente brillantes ya que,

⁵Hablamos de apertura para el f-no y abertura para el diámetro de la pupila. Ver glosario [f-no](#).

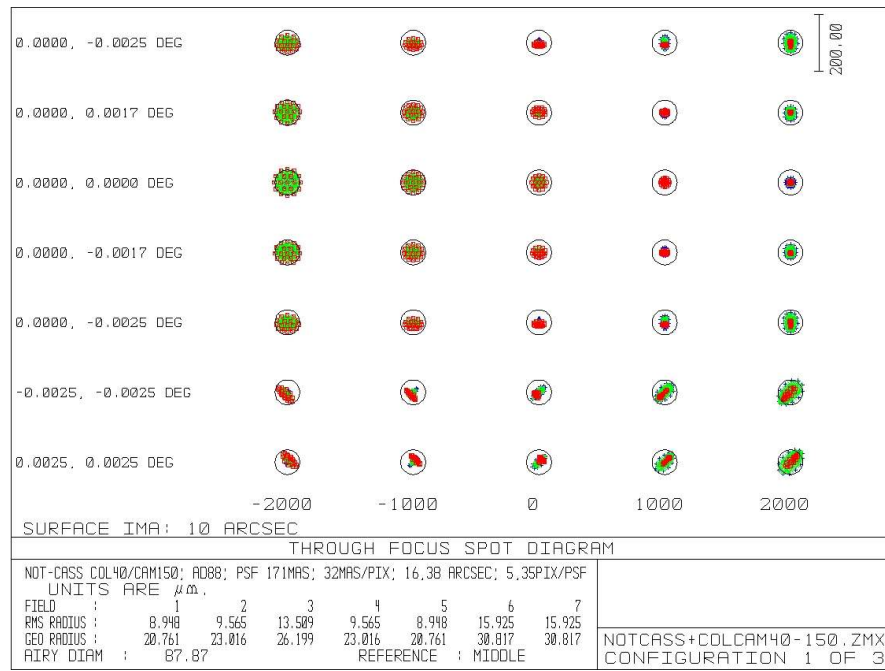


Figura 4.4: Diagrama de manchas «a través del foco» correspondiente al Diseño Óptico conseguido para el detector de 512×512 pix.

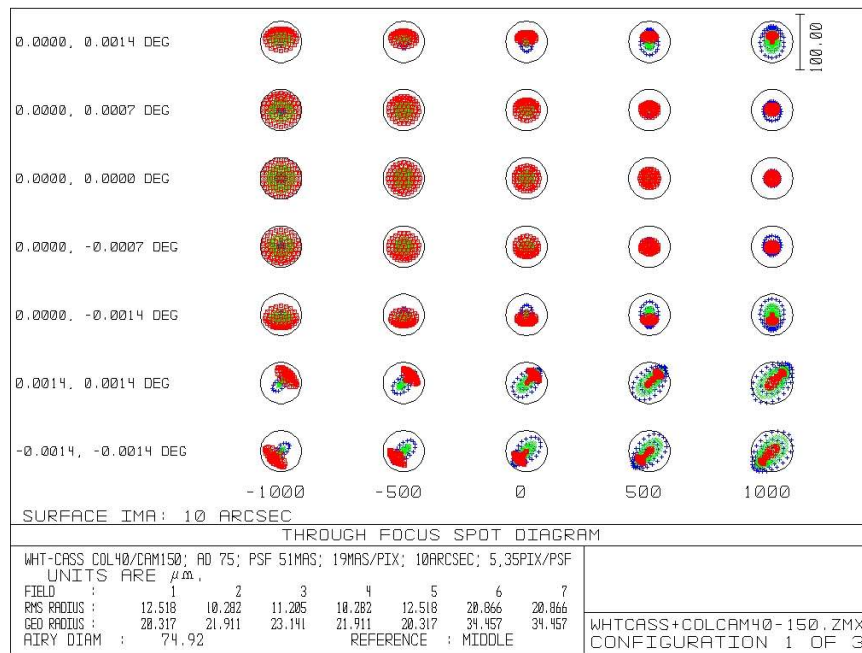
además, aparecía un rango o margen de ajuste de más de ± 4 mm de tolerancia de enfoque. Este valor, dadas las dimensiones y requerimientos del sistema, aporta una confianza total en el funcionamiento final del sistema. Ello garantiza la estabilidad del instrumento en condiciones de cambios de temperatura o deformaciones por torsión, flexión o viento, ya que cualquier distorsión de la figura de *spots* con toda probabilidad permanecerá contenida dentro del disco de Airy. En la figura 4.4 vemos el diagrama de *spots* que resulta tomando intervalos cada 2 mm antes y después del mejor foco.

La prueba inmediata era, claro está, introducir este sistema en los diseños para los otros dos telescopios con una apertura $f/11$. Aquí el miedo a que el colimador pudiera quedar justo era algo mayor, ya que la apertura es más rápida⁶, y no sólo por el f-no sino que las focales de los telescopios son mayores y, por tanto, el campo lineal es también mayor. No es algo tan insignificante como parece ya que el detector no es dimensionalmente tan despreciable como en el caso del de 128 píxeles. Y, no

⁶ Aquí es donde se aprecia el sentido del nombre apertura, ya que equivale a decir que la apertura del haz de luz es más rápida al tener un ángulo mayor.



(a) NOT.



(b) WHT.

Figura 4.5: Diagramas de manchas para los telescopios NOT y WHT con el diseño aceptado de FastCam en banda I para el instrumento «considerado» *itinerante*.

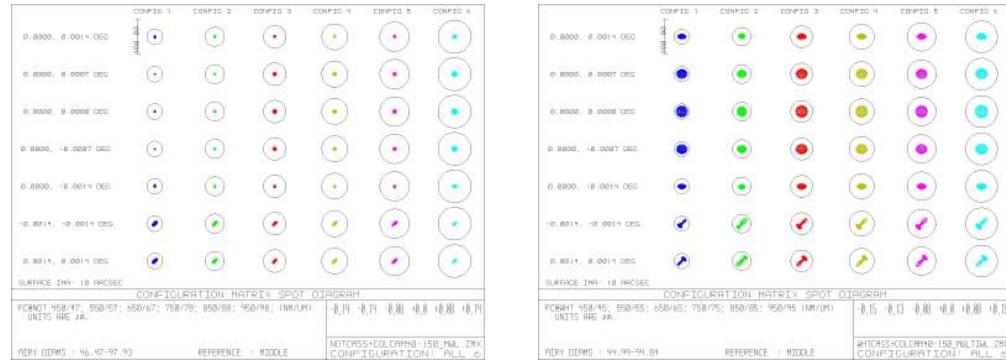
obstante, sí resulta más obvio el hecho de que, al tener mayor escala angular en los telescopios, en realidad el campo proyectado que ocupa el detector (al ser el mismo sistema y con el mismo aumento óptico) será en realidad menor, a mayor focal para un mismo tamaño. De este modo resultan campos lineales de 90, 70 y $40\mu\text{m}$ para TCS, NOT y WHT, respectivamente, que corresponden a 21,77, 18,43 y 9,75 segundos de arco.

En la figura 4.5 vemos los diagramas de manchas a través del foco, en banda I, que resultan para esta combinación de lentes en los telescopios NOT y WHT. Se puede observar cómo las tolerancias de enfoque se reducen al aumentar la focal y el diámetro de los telescopios, aunque el campo angular sí disminuye. En cualquier caso, podemos concluir que el sistema alcanzado es muy tolerante y con una magnífica respuesta también en otras bandas con poco cambio de foco, incluso considerando rangos extremos de las bandas. Obviamente, a medida que vamos al azul y la figura de difracción se hace más pequeña la tolerancia de enfoque también se hace menor al acotar más el diagrama de manchas al disco de Airy.

La siguiente figura, 4.6, muestra los diagramas de *spots* del nuevo sistema óptico de FastCam para las longitudes de onda centrales de cada banda B, V, R, I, Z. El enfoque en cada banda se hace en este caso cambiando la colimación, es decir, variando la separación entre la imagen del telescopio y el colimador. Como se hace notar, estas variaciones nunca pasan de unas pocas décimas de milímetro incluso de extremo a extremo, y siempre centrando para que el desenfoque de cada longitud de onda se mantenga dentro del disco de Airy incluso en $\pm 1\text{ mm}$ y para cada banda con las longitudes de onda extremas dentro de $\pm 0,5\text{ mm}$. El sistema resulta además muy tolerante ya que se consigue imagen de difracción incluso con variaciones de posicionado de la lente de cámara de hasta $\pm 2\text{ mm}$. Es decir, en tal caso siempre se puede corregir el foco del telescopio para alcanzar límite de difracción en cualquiera de las bandas. Esto es una característica añadida que garantiza la calidad del sistema óptico en situaciones de variaciones de temperatura o estabilidad del mismo, incluso si el instrumento se ve sometido a distintas configuraciones o situaciones como son los diferentes montajes en cada telescopio. Ello facilita el diseño mecánico y relaja los requerimientos del sistema optomecánico.

Diseño del ADC

En el capítulo 1.2 vimos cómo uno de los efectos de la refracción atmosférica es la dispersión cromática que se produce debido a la diferencia de camino que siguen distintas longitudes de onda al ser refractadas de distinto modo debido a la dependencia



(a) NOT:

Discos de Airy = 47; 57; 67; 78; 88; 98 μm
 Desenfoque = $-0,14; -0,14; -0,08; 0; +0,08$
 y $+0,14$ mm.

(b) WHT:

Discos de Airy = 45; 55; 65; 75; 85; 95 μm
 Desenfoque = $-0,15; -0,13; -0,08; 0; +0,08$
 y $+0,15$ mm.



(c) TCS:

Discos de Airy = 57; 69; 82; 95; 107; 120 μm
 Desenfoque = $-0,12; -0,1; -0,04; +0,02; +0,1$
 y $+0,2$ mm.

Figura 4.6: Diagramas de manchas para los telescopios NOT, WHT y TCS con el diseño aceptado de FastCam en las longitudes de onda centrales de distintas bandas (450, 550, 650, 750, 850, 950 nm), con los diámetros de los discos de Airy en cada caso y las posiciones de los mejores focos sólo moviendo el foco del telescopio. En todo momento se tomó el mejor foco dando un margen de desenfoque del *spot* dentro del disco de Airy de, al menos, ± 1 mm.

del índice de refracción con la longitud de onda. El haz paralelo (radialmente y en frente de onda) que llega a la Tierra procedente de un astro está compuesto por múltiples longitudes de onda que la atmósfera, a alturas distintas de la vertical, refracta con diferente ángulo, como lo hace un prisma, y cuando finalmente lo enfocamos con un telescopio cada ángulo se corresponderá con una imagen distinta del astro para cada color. Eso hace que se proyecte un espectro, y en el caso de una banda a través

de un filtro un tramo de ese espectro, lo cual equivale a tener una imagen alargada de la estrella. Este *alargamiento* se produce en la dirección en que aumenta la diferencia angular entre la dirección del objeto astronómico y la dirección de observación real, o diferencia con respecto a la dirección radial que marca la vertical y, por tanto, la perpendicular al sitio de observación. Es decir, la refracción que se produce para todas las longitudes de onda aumenta con el ángulo zenital y la línea espectral sigue también esa dirección ya que las longitudes de onda cortas se refractan más.

Además, hay un factor extra que afecta a las observaciones astronómicas. Como los rayos procedentes de un objeto astronómico se pueden considerar paralelos, la distinta refracción para cada longitud de onda es un efecto angular. Es decir, «el ángulo con que vemos cada color dispersado de un objeto astronómico viene de una dirección distinta». Esto hace que, cuando colectamos los frentes de onda de cada color de un determinado objeto, dependiendo de la focal del telescopio, la separación entre unos colores y otros será mayor. Así, si suponemos una dispersión cromática entre λ_1 y λ_2 de α segundos de arco, el tamaño de la mancha será $F \cdot \alpha$, y como la focal de los grandes telescopios suele ser mayor, el efecto será más visible. Evidentemente, el efecto de la dispersión cromática atmosférica (DCA) es despreciable mientras su valor permanece dentro de los límites de *seeing* o, en nuestro caso, dentro del diámetro del disco de difracción.

La ecuación de la DCA más habitualmente manejada está dada mediante la relación del anexo A.3, donde la gráfica A.1 muestra la DCA para distintas bandas y a la vez los diámetros de los discos de difracción para las longitudes de onda centrales en distintos telescopios.

Dado que, salvo el TCS, los telescopios que consideramos para ir a observar son Alto-Azimutales, tenemos que tener en cuenta la rotación de la imagen y que en los puntos próximos al zenit para estos telescopios es incomodo trabajar, ya que los movimientos angulares introducidos por el seguimiento pueden ser muy rápidos. Esto los convierte, por tanto, incómodos y delicados para los instrumentos, sobre todo si queremos mantener la orientación del objeto sobre el detector, ya sea mediante la rotación del aro portaequipos o usando un derrotador óptico si el instrumento permanece estático. Estos aspectos motivan que el trabajar en esos telescopios nos iba a obligar a usar un Corrector de Dispersión cromática Atmosférica (ADC).

Ahora sabemos que existen unos ADCs rotacionales simples comerciales preparados para acoplar a un telescopio de aficionado (los telescopios de bajo tamaño no notan la pequeña DCA, salvo que usen técnicas de *Lucky Imaging*), pero en su momento ignorábamos esto y no fuimos capaces de encontrar ningún ADC profesional

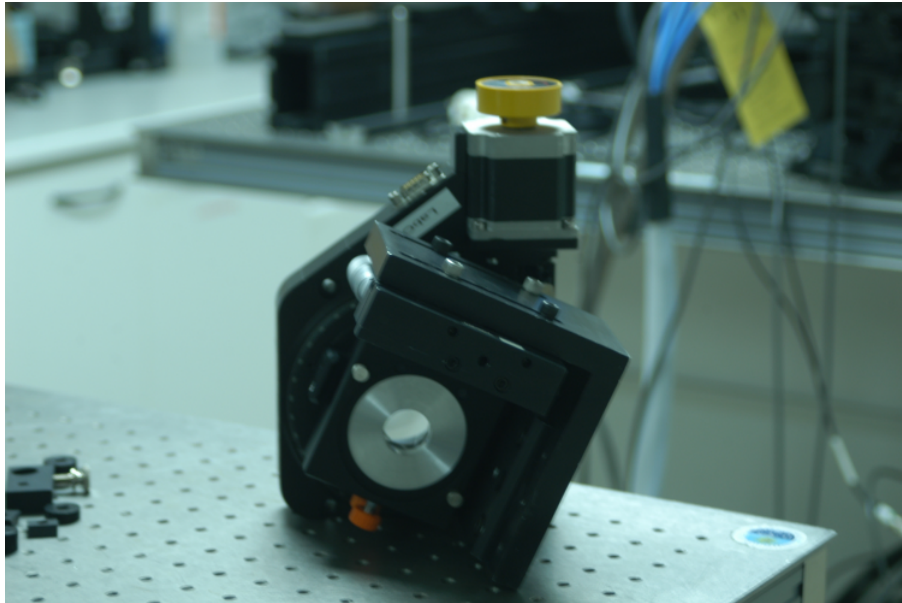
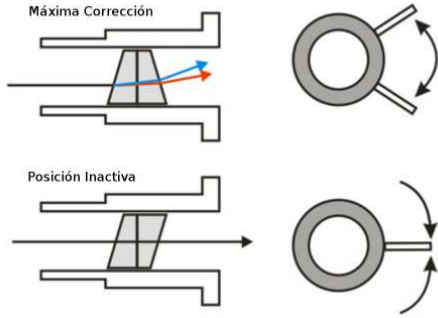


Figura 4.7: Fotografía del primer montaje del ADC para un $f/11$ preparado para las pruebas en laboratorio. Se puede observar el rotador más grande que soporta un prisma fijo y el deslizador micrométrico, aun con un micrómetro manual, que lleva el segundo prisma que compensa la dispersión al alejarse del primero.

ya fabricado o comercializado. Aprovechando el trabajo de proyecto de Máster de una alumna, pusimos a prueba el concepto de un ADC rotacional-lineal prefoco que pudimos montar en laboratorio y controlar con pequeños componentes motorizados, usando dos prismas.

La idea de un ADC (lineal o rotacional) que funcione por prismas se basa en el efecto que se produce cuando el espectro generado por un prisma lo recomponemos de nuevo en luz blanca colocando un prisma gemelo invertido a continuación. Los ADCs rotacionales trabajan prefoco, es decir, antes del plano focal del telescopio o del instrumento, y rotan de modo diferencial los prismas para conseguir pequeñas correcciones de la dispersión cromática y llevar los distintos componentes cromáticos a un mismo punto. Estos ADCs funcionan de un modo relativamente simple para telescopios con montura ecuatorial que no rotan la imagen (aunque podrían rotarse en conjunto para compensar ese efecto). El problema con ellos es que requieren un ajuste continuo que es difícil de calibrar, ya que la rotación de uno depende de la rotación del otro y la orientación del grupo. Por contra, tienen la ventaja de que el desplazamiento refractivo de la imagen es pequeño.

Nosotros, considerando más el uso de un rotador y un derrotador para NOT y



(a) Funcionamiento de un ADC rotacional.



(b) ADC rotacional de astro systems.

Figura 4.8: Imagen de un ADC rotacional simple como el adquirido para Fastcam. La compensación se consigue orientando los prismas de modo que la dirección de la elongación cromática y su extensión quedan compensadas por las posiciones relativas de las cuñas de vidrio. Imágenes de <http://www.astrosystems.nl/>.

WHT, respectivamente, pensamos en un sistema lineal. Es decir, la dispersión se corrige separando más o menos los prismas de modo que, usando distintos espesores, se fuerza más la reconexión de las diferentes longitudes de onda⁷. Y la orientación viene dada por el ángulo del rotador/derrotador. De hecho, en el caso de un derrotador mecánico la orientación nos viene prefijada y no necesitamos rotar el ADC durante la observación, aunque sí lo hacemos para cada objeto distinto. La desventaja de este sistema es el desplazamiento de la posición del objeto en plano focal a medida que se separan los prismas con respecto al desplazamiento inicial que pudiera introducirse.

Aunque el ADC lo montamos y calibramos teóricamente, el proyecto de máster permitió verificarlo y comprobarlo en laboratorio, de igual manera que otros intentos con un sistema en haz colimado que no variase la posición del objeto en plano focal y permitiera la rotación para corregir u orientar la dispersión.

⁷Un dibujo y las ecuaciones de transmisión de los prismas se puede ver en el anexo A: Fig. A.4 y Eq. A.4. Ver también el artículo IV.b.

En el apéndice A se describe el proceso de cálculo y diseño más detallado, así como la descripción de funcionamiento, y en el anexo de publicaciones relativas a FastCam se incluye el artículo presentado en la conferencia de SPIE de instrumentación astronómica de 2008 en Marsella.

La primera integración con FastCam se hizo en noviembre de 2007 en NOT (y en WHT no se pudo por falta de buen tiempo y lo retiramos sin probarlo por falta de luz) con resultados positivos y negativos. Positivos por un lado porque verificamos que funcionaba, aunque tardamos en descubrir que, al estar montado en el derrotador mecánico, una vez orientado ya no teníamos que rotarlo para corregir la rotación del cielo. La parte mala es que los prismas que usamos no tenían antirreflectante, ya que habían sido comprados como concentradores de haz para el espectropolarímetro de GREGOR y tenían que funcionar en infrarrojo y en visible y no afectar a la polarización en lo posible, al menos no espectralmente. La pérdida de intensidad en una campaña en la que queríamos probar la profundidad fotométrica a la que podíamos llegar con FastCam en el telescopio NOT no era despreciable.

El montaje para esta campaña lo consideramos como una prueba: todavía estábamos estudiando las posibilidades de otras configuraciones y aún no teníamos totalmente decididos los prismas o el formato. La posibilidad de usar dos prismas de repuesto de [GRegor Infrared Spectrograph \[Espectrógrafo Infrarrojo GRegor\]](#) (GRIS) fue la que nos animó a lanzarnos a ello. Además, al probar cómo se comportarían estos prismas con el *software* de Diseño Óptico se me ocurrió la idea de que, si los utilizaba inclinados, conseguía eliminar gran parte del efecto de astigmatismo y esférica que introducían si se los montaba rectos (perpendiculares al haz en las caras de entrada y salida, dejando las inclinadas en la separación). La corrección de dispersión se reducía al disminuir el ángulo diferencial (25° del prisma por 17° de inclinación) pero el beneficio en calidad compensaba la necesidad de separarlos más.

Finalmente, el ADC mejorado se probó en WHT en la campaña de mayo de 2008 en la que sí hubo una verificación del funcionamiento y un aprovechamiento de ello para alcanzar ángulos de hasta 45° sin problema. Hemos de destacar dos temas. Le habíamos echado al ADC la culpa, en noviembre, de la pérdida de luz, cuando en realidad el problema estaba en la optimización del derrotador óptico del foco GHRIL para longitudes de onda en el tramo azul del espectro. Y además, descubrimos que el derrotador y el ADC dependen del ángulo paraláctico (no de paralaje) y rotan dos veces más rápido que el movimiento de las estrellas, es decir, dan una vuelta cuando la estrella va de horizonte a horizonte.

4.2.3. Software

La decisión de actualizarnos al detector de «medio K» implicaba una serie de modificaciones en los requerimientos del *software* de adquisición y procesado, pero no nos quedamos ahí y redefinimos dichos requerimientos para ser más ambiciosos y dar un salto importante de calidad. Entre otros puntos fundamentales, que desarrollaremos en los siguientes párrafos, están: 1) el ya mencionado de tener capacidad de análisis de las imágenes por ventanas, aparte del procesado de las series globales de imágenes; 2) posibilidad de hacer una evaluación de las imágenes en el mejor foco; y 3) un requerimiento extra que era el control remoto del programa de control del detector.

Idealmente deberíamos haber podido acceder directamente al sistema de control del detector, pero el fabricante no tenía definida ninguna librería de control de su placa bajo el sistema operativo *Linux*. Nuestra idea entonces era poder pasar los parámetros que definíamos con el programa bajo licencia (ganancias de la etapa de multiplicación y preamplificador, tiempo de exposición, número de imágenes, etc.) desde el programa de adquisición a través de un comando o «macro» intermedia. Esta característica se intentó implementar, pero requería cerrar el programa de control en *Windows*. Por ello se optó por definir los parámetros para el nombre y cabecera de los ficheros con los datos que se capturaban. Con esos valores se activaba el programa de control de ANDOR en modo de escucha (grandes valores para la toma de imágenes) hasta que, desde el otro PC, se activaba la captura. Mientras, el multiplexor desdoblaba los datos conseguidos. Es decir, manteníamos a la cámara tomando datos constantemente pero estos solamente se guardaban y analizaban cuando decidíamos comenzar con la observación.

En consecuencia, en el PC de control teníamos los datos en tiempo real para visualización. Disponíamos de tres tipos de visualización: la FPGA nos permitía una visualización preprocesada, a la vez que una en tiempo real y una acumulada. Y, finalmente, el programa *fastcam* almacenaba los datos en formato FITS (*Flexible Image Transport System*) en grupos de imágenes sucesivas a modo de «libro» donde cada página es una imagen, formato al que llamamos *cubo* de imágenes. En lo que se refiere a la cabecera del fichero, era el programa de procesado el que se encargaba de incluir la información de la manera habitual. Sin embargo, nuestros datos no corresponden a observaciones «normales». Como los datos correspondientes a cada campo suelen constar de varios cubos de imágenes separadas (e.g. 10 series de 4000 imágenes de 35ms cada una, que suponen un tiempo de integración de hasta 23 minutos), a partir del primer cubo almacenado ya se podían empezar a visualizar

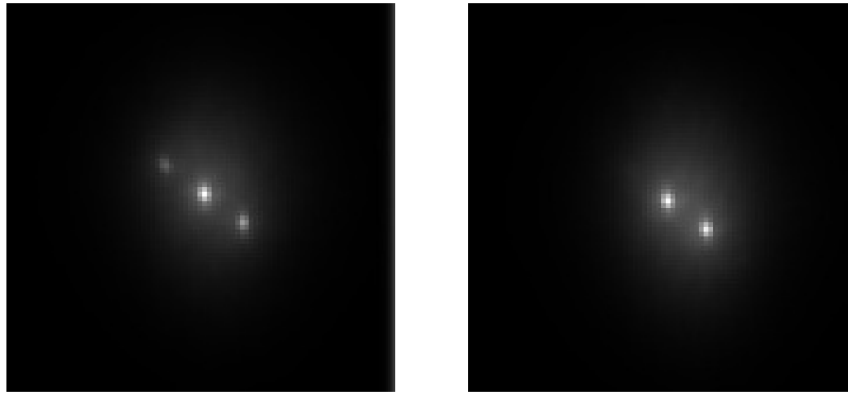


Figura 4.9: Imagen de γ -*Virginis*(0,6'') obtenida el 2007.04.19 en TCS donde se aprecia el efecto de imagen triple debido a la alternancia del píxel máximo seleccionado para recentrar entre ambas componentes de magnitudes muy similares: 3,48 y 3,50. La optimización por correlación de las combinaciones de los mejores máximos con el programa de procesado de datos «fastcam» elimina la estrella fantasma al no considerar afortunadas las imágenes que no responden al patrón general.

los datos procesados, pues generábamos las imágenes reducidas con el 1%, el 10% y el 50% de las imágenes más afortunadas, imágenes que también se guardan como ficheros procesados. Por otro lado, se dejaba para un postprocesado el análisis de las series completas y la determinación de la mejor relación de «imágenes afortunadas».

Los primeros problemas con nuestro software los detectamos ya durante las pruebas iniciales, con la aparición de sistemas triples cuando observábamos ciertos sistemas binarios. Esto se hizo más obvio cuando ya dispusimos de la previsualización a través de la FPGA. El procesado de los datos en la FPGA es bastante simple, tomando el máximo de cada imagen y recentrándolo. Esto origina que, en condiciones de observación con una atmósfera inestable, ya sea por viento o por *seeing*, en sistemas con dos estrellas de brillo similar a veces el píxel más brillante de una imagen corresponderá a una componente y en otras imágenes a la otra. Esto hace que la acumulación unas veces sume sobre una componente y otra veces sobre la otra, apareciendo en la suma final tres estrellas alineadas, donde la central es siempre más brillante ya que se genera por contribuciones de ambas componentes, mientras que las de los extremos tienen sólo contribuciones de cada una de ellas.

Esta pérdida de eficiencia del procesado no resulta adecuada, y para el programa de tratamiento de datos se implementó un algoritmo que era capaz de predecir o discernir a qué estrella pertenecía el píxel más brillante usado para el recentrado en las imágenes seleccionadas. Para ello tiene en cuenta todas las imágenes y se

basa en la posición «continua» de los píxeles más brillantes. Y, en caso de duda (un fuerte golpe de viento que hace saltar más que la separación prevista los máximos de una imagen a la siguiente), desestima la imagen para el acúmulo y como imagen afortunada.

Por otra parte, para el control del instrumento hicimos varios *scripts* en MATLABTM. El acceso al programa tenía lugar a través de una terminal remota que instalamos para acceder al PC de cúpula donde estaban los controladores de motores y una placa Dual-A/D (Analógico-Digital de entrada y salida), además de la placa de control del detector de ANDOR.

Una primera rutina servía para controlar la alimentación del motor de la rueda de filtros y leer un potenciómetro de 360°. El programa leía los datos de los filtros instalados de un fichero donde se modificaba la tabla según los filtros que hubiésemos montado en la rueda y su posición. Estas posiciones tenían asociadas en la tabla un rango de voltaje calibrado previamente y que, a través del *script*, permitía controlar el posicionado de la rueda.

Se realizó igualmente otro programa en MATLAB que controlaba el posicionado del espejo en haz colimado para desviar el haz hacia el detector de [Santa Barbara Instrument Group \(SBIG\)](#) con una cámara óptica que nos daba un campo de varios minutos para poder reconocer el apuntado en la ya citada «cámara de campo amplio». Asimismo, a través de esta rutina se accedía al control y adquisición de dicho detector.

Por último, también se creó el programa de control y posicionado de los motores del [ADC](#) que añadimos. Este programa controlaba la posición del objeto a observar y, en función de la orientación y distancia con respecto al zenit, rotaba y separaba los prismas del ADC para compensar el alargamiento desde el zenit que sufren las estrellas lejos de la vertical debido a la dispersión cromática de la atmósfera.

Todo este conjunto de modificaciones en el *software*, además de facilitarnos enormemente la vida, condujo a la «profesionalización» del software de FastCam.

4.2.4. Mecánica

La nueva estructura mecánica surgió de un modo natural, como un avance del modelo de laboratorio, pero todavía considerando su adaptabilidad y facilidad de montaje, ligereza y capacidad.

Las condiciones que se nos requerían en cuanto a adaptabilidad eran que pudiera encajar en TCS, usando la misma interfaz que la caja de adquisición de la [Cámara](#)

INfrarroja (CAIN) de igual manera que el prototipo de laboratorio. Pero, además, debería poder acoplarse con facilidad al foco de NOT, y considerando también otras opciones como el montarlo en WHT, ya fuera en foco Cassegrain o en un foco Nasmyth en una mesa fija.

Respecto a estos parámetros, el punto más crítico era la definición de condiciones sobre el eje óptico y la distancia del plano focal al plano de enganche. La primera condición la pone TCS, ya que la distancia del plano de acople al foco es del orden de 39 mm (siempre se puede variar el foco del telescopio en unos milímetros más o menos). Sin embargo, en el caso del foco de NOT son en torno a 230 mm con respecto al aro porta-equipos. En foco Cassegrain de WHT, por otro lado, depende de dónde se enganche, pues existe un sistema de compensación de distancia focal. En foco Nasmyth las especificaciones de la mesa óptica estándar situada en el foco *Ground High Resolution Image Laboratory* [Laboratorio de Imagen de Alta Resolución en Tierra] (GHRIL) son de 150 mm desde el frente de la mesa, a 300 mm del lateral y a una altura de 150 mm sobre la superficie de la mesa. Además, la mesa está situada a 155 mm de la salida de la caja del derrotador óptico.

Parte del problema del diseño está en que, cuando empezamos a plantearnos esta estructura, no está todavía definido el sistema óptico, y no sabemos si van a ser uno, dos o tres sistemas diferentes. Esto hace que me plantee una estructura como un sistema de prototipaje o prototipado, con la posibilidad de montar varias posibles configuraciones, y decido basarme en el sistema que ya teníamos hecho con el banco de laboratorio y unos tirantes. La idea consistía simplemente en rigidizarlo en el plano de acople y aligerar la base, pero también con un patrón de agujeros roscados para compatibilizarlo con el sistema previo y poder tener libertad para montar diferentes subsistemas según sea el diseño en cada caso, dando capacidad para anclar los cables para la entrada y salida de estos, así como de los tubos para el posible sistema de ciclado de líquido de refrigeración, que pensábamos incluir en el futuro con el fin de disminuir y estabilizar la temperatura del detector, mejorando su rendimiento. Además, también le añadido a la estructura un contorno y guiado para una tapa de cierre rígida que oscurezca y proteja el sistema.

Tomé la decisión de dejar la altura del eje óptico algo más corta que los 150 mm indicados para WHT, ya que siempre se podrá elevar la estructura pero no se podría recortar, así que el espesor de la base más el eje sobre ésta los fijo entre 120 y 140 mm.

Más complicada resultaba la decisión acerca de la longitud y anchura. Esta última la fijé por simetría, ya que lo más práctico y que podría evitar problemas es que el alto y el ancho sean iguales y que el eje quede centrado. Así, a la placa frontal le defino

un tamaño de 275×275 mm, dando una base de 15 mm con tres zonas, la superior de 6 mm para encajar el cierre y sus tornillos. Una zona baja de 6 mm que se usa para los rebajes en forma de círculos de varios centímetros de diámetro, para aligerar la estructura de la base. Y, por último, los tres restantes en el centro a modo de marco de la base y tope para el cierre. Al frontal de 12 mm de espesor le hacemos un canal centrado para encajar y guiar el cierre, de modo que se estructure y apantalle la entrada de luz. Con respecto a la longitud, lo que sí sabíamos es que sería más largo ya que, al pretender que el detector sea mayor e ir a telescopios de mayor focal, la relación de aumento f_{cam}/f_{col} iba a ser superior. En cualquier caso, los tirantes de estructura los definí con apoyo longitudinal a la distancia de la medida del sistema óptico inicial (~ 400 mm).

Afortunadamente, el progreso del diseño mecánico fue evolucionando con el diseño de la óptica y con las ideas de montaje. Primero fue, como hemos visto, la confirmación de que iríamos a NOT, pero muy pronto supimos que podríamos estar también en WHT y en el foco GHRIL. La obtención de todo este tiempo de observación en telescopios de primera fila da una idea de la importancia que estaba consiguiendo el desarrollo de este proyecto. De todos modos, no cabe duda de que fue una ventaja que ambos diseños y el plan de AIV fueran mis tareas en el proyecto. El ajuste de las medidas finales se hizo al ir probando estructuras con algunos de los componentes que teníamos en laboratorio y se cerró con la definición del nuevo sistema óptico. Finalmente, el largo de la base es de 600 mm, configurando un sistema multi-telescopio que nos dio, como se verá más adelante, muchas noches de buenos datos.

4.3. Itinerancia

En las secciones anteriores hemos apuntado la existencia de diversas instalaciones de FastCam en distintos telescopios. Pasaremos aquí a explicar su evolución temporal de forma más ordenada. El instrumento prototipo estuvo utilizándose en TCS durante las campañas de agosto y septiembre de 2006 y febrero y abril de 2007. No fue hasta el 21 de septiembre de 2007 cuando probamos las FPGA con el detector de 128×128 en TCS y ya en la campaña de 2-3 de octubre estrenamos la estructura nueva, *itinerante*, con el detector de «0-5-k». Por último, en noviembre de 2007 implementamos numerosos y útiles cambios junto al nuevo detector y la óptica con la nueva estructura, los filtros, el detector de campo y el ADC, primero, en TCS y más

tarde en WHT⁸.



Figura 4.10: Empaquetamiento y carga en un furgon para desplazar todo el equipamiento de FastCam Itinerante durante las campañas en el ORM.

El nuevo diseño y estructuración del instrumento nos obligó a gestionar el empaquetado y desplazamiento del sistema con su equipamiento: FastCam, Electrónica de FPGA y Comunicaciones, PC de Comunicaciones, PC de Control y PC de adquisición y procesado, junto con sus monitores, cableados y distintos accesorios según el telescopio en que se trabaja. En la figura 4.10 podemos ver una imagen del empaquetado del sistema para su transporte.

4.3.1. TCS

El telescopio TCS siempre ha sido el banco de pruebas de FastCam. En septiembre de 2007 conseguimos montar y probar en telescopio el sistema de adquisición por FPGA, que nos permitía tener información de *Lucky Imaging* en tiempo real, a la vez que podíamos procesar las imágenes según se iban recibiendo. El truco estaba en tener el programa de control del detector de ANDOR en modo de adquisición continua, de tal forma que la FPGA podía preprocesar y analizar las imágenes y el programa *fastcam* adquiriría los cubos de datos que iban interesando, lo que permitía analizar y tomar decisiones sobre las imágenes y objetos seleccionados sin necesidad de un postprocesado como sucedía (y sigue sucediendo) con el resto de instrumentos de tipo Lucky Imaging.

⁸Realmente en TCS nunca se probó el ADC, ya que no pudimos encajarlo en la estructura prefeco del telescopio

Durante estas observaciones no pudimos trabajar en las condiciones que pretendíamos. En la primera noche prevista esperábamos usar el detector nuevo recién adquirido, pero éste no llegó a tiempo y tuvimos que trabajar con el detector de 128×128 pix. Igualmente, tampoco conseguimos la montura nueva, ya que las prioridades de taller no permitieron finalizar la fabricación para la noche del 18 al 19 de septiembre.

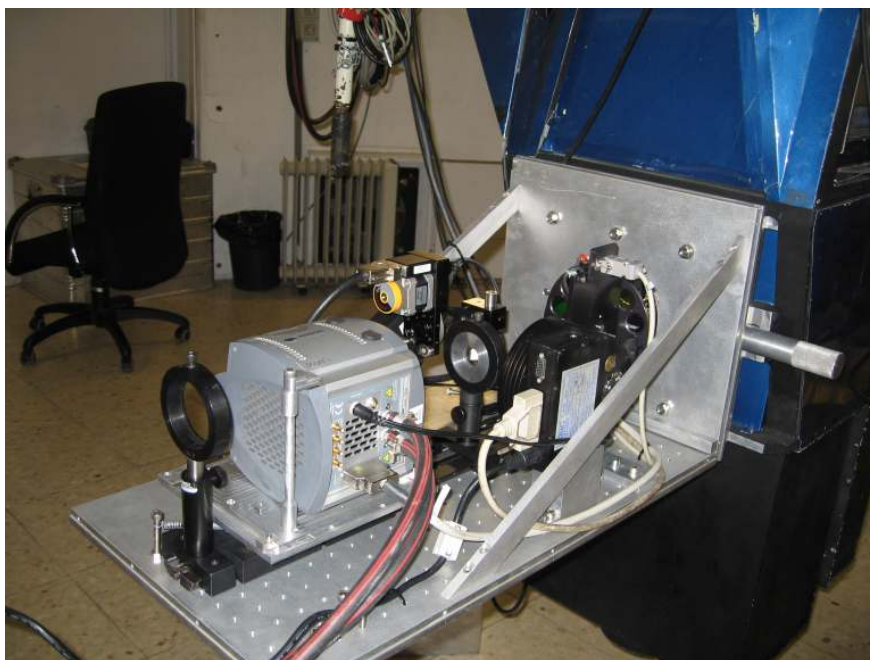


Figura 4.11: Instalación de FastCam «itinerante» en TCS como primera prueba del nuevo sistema al completo antes de ir a WHT.

En cualquier caso, consideramos que la experiencia fue un éxito: conseguir la configuración y distribución adecuada de los cables y red *gigabit* junto con los monitores y controles remotos del PC y FPGA, que iban en cúpula, desde la sala de control del telescopio resultó ciertamente complicado pero salió muy bien. Así y todo, conseguimos apuntar y observar distintos objetos, llegando a ver, en tiempo real, binarias separadas $0,23$ arcsec a través del monitor de la FPGA.

En noviembre siguiente por fin pudimos probar el nuevo sistema completo, aunque no con el ADC ya que la caja de adquisición y guiado del TCS no tiene espacio suficiente para insertar el sistema que habíamos construido.

Las pruebas en esta ocasión también fueron muy provechosas ya que pudimos verificar todos los componentes en funcionamiento. Fue en este momento cuando

descubrimos que el sistema del detector para campo amplio era lento para el proceso que pretendíamos. Aunque centramos y verificamos el funcionamiento de la cámara de campo, el tiempo de integración necesario para alcanzar magnitud 13 más el tiempo de descarga de la imagen completa era largo. Si nos limitábamos a identificar estrellas de menor magnitud y usábamos *binning*⁹ el tiempo de descarga se reducía, pero la resolución también y, en general, el beneficio no era lo que esperábamos. A pesar de ello, esta parte de FastCam era la menos importante de todo el sistema, dado el buen apuntado de los telescopios en los que teníamos pensado instalarlo.

No obstante, el tiempo que realmente se ganaba estaba ligado al cambio de filtros controlado desde la consola y al usar el ciclo cerrado con «agua glicolada» para refrigerar el detector, que permitía bajar la temperatura a -90°C con una mejora sustancial de la relación señal/ruido. Y, por supuesto, la FPGA, con el detector de 512×512 pix y la capacidad de lectura en ventanas, ya implementada en la imagen presentada así como en el programa de reducción de datos *fastcam*.

4.3.2. NOT

En cuanto vimos lo que se podía obtener con FastCam en TCS nuestro objetivo pasó a ser poder probarlo en NOT. La verificación de los resultados en este caso sería directamente comparable con las imágenes obtenidas por el telescopio espacial Hubble (*Hubble Space Telescope (HST)*), ya que el tamaño de ambos telescopios es similar, por lo que suponía nuestra «prueba de fuego» de que disponíamos de un instrumento competitivo. Son dos las conclusiones directas que se podrían obtener de la comparación: capacidad de resolución espacial y tiempo de integración.

Al ser ambos telescopios de igual diámetro la resolución teórica alcanzable sería la misma y, además, el tiempo invertido, ya sea en integración o en acúmulo de imágenes total o aprovechables, podría darnos una idea del rendimiento de esta técnica para telescopios en tierra. Por ello, se solicitaron varias noches de observación para la siguiente campaña, ya en el segundo semestre de 2007.

Nuestra primera prioridad en ese momento resultó ser el diseño de un sistema optomecánico más robusto para poder ir cambiando de uno a otro telescopio y que pudiera incorporar algunas de las ideas que teníamos.

Durante los siguientes meses se produjo el diseño y fabricación de una nueva es-

⁹Se llama *binning* al hecho de promediar un grupo de píxeles como si fuera uno solo. Así, si tomamos un *binning* de 3, significa que consideramos un grupo de 3×3 pix como si fuera un píxel único.

estructura junto con la implementación del sistema con FPGA. El sistema de FPGA lo probamos en el telescopio TCS unos días antes de ir a NOT. No sucedió lo mismo con la estructura y el detector, que fueron las novedades de esa campaña de observación (ver fig. 4.12). Para el acople al aro porta-equipos diseñé un separador que actuaba de interfaz y que tenía un disco con el patrón de taladros de la caja de adquisición y guiado de NOT y, separado por una estructura cuadrada de placas de aluminio soldadas, otra placa con un patrón similar a la caja de adquisición y guiado de TCS donde se acoplaba FastCam.

Tal y como ya habíamos comprobado en TCS, la previsualización de las imágenes mediante la FPGA resultó un logro importante, aparte de ofrecer un atractivo extra al instrumento. El tendido de cables de la red *gigabit* funcionó sin problemas y pudimos verificar y aprovechar la nueva gran ventaja que suponía la imagen con recentrado en tiempo real. La ampliación de funciones hizo que el equipo que instalamos ocupase prácticamente todo el hueco de la mesa de invitados de la sala de observación (ver fig. 4.13). Fue un espectáculo poder ver las estrellas como discos de Airy directamente en pantalla mientras centrábamos el campo. En el telescopio NOT la cámara de



Figura 4.12: Primera instalación de FastCam en NOT con la nueva estructura «itinerante». Se puede notar que todavía mantiene el sistema óptico antiguo con la rueda de filtros manual pero con el detector nuevo de 512×512 píx.



Figura 4.13: Primera instalación de FastCam en NOT con el nuevo detector y el sistema de previsualización por FPGA. En la foto se ve el despliegue de monitores de control y adquisición que usábamos en la sala de observación.

apuntado y guiado es independiente del haz de observación, de modo que el apuntado y guiado se lleva a cabo con una estrella de campo reconocible, pero que no interfiere con la estrella de observación. Por ello, ya sabíamos que el detector de campo amplio que teníamos previsto para el instrumento *itinerante* no iba a ser necesario.

En esas dos noches sometimos a prueba todos los componentes importantes del instrumento. Hicimos el cálculo de escala de imagen y observamos varios sistemas binarios especiales con su separación perfectamente conocida para comprobarlo. Veíamos, como ya se ha comentado, discos de Airy a través del monitor de las imágenes de la FPGA, y estos eran aun más nítidos en las imágenes más elaboradas que obteníamos con el procesado de *fastcam*. Realizamos un mosaico de 3×3 imágenes del cúmulo globular M15, con un interés muy especial en su centro como posible continente de un agujero negro de tamaño intermedio. Éramos capaces de procesar rápidamente las imágenes y decidir si necesitábamos más cubos de datos o ya habíamos afinado suficiente. Y, para los filtros, todavía debíamos turnarnos para subir a cambiarlos a mano. Las observaciones se hicieron con niveles de *seeing* nada despreciables, de 1,2 y 1,6 segundos de arco, y aun y todo conseguíamos imágenes en el límite de difracción

de 0,09 segundos de arco. Lo cierto es que nos fuimos con la satisfacción de estar consiguiendo algo histórico.



Figura 4.14: Instalación de FastCam en NOT con la rueda de motor del ADC asomando entre la estructura de acople. En primer plano los controladores de los motores utilizados. Se ve el hueco vacío del detector de campo y el brazo motor del espejo atado con cinta de velcro roja.

La siguiente campaña en el telescopio NOT fue en mayo de 2008. En esta ocasión ya con el ADC y el nuevo sistema óptico instalado. Los días 27 y 28 de mayo montamos por primera vez el sistema nuevo al completo, con el ADC insertado dentro del bloque soldado separador en el adaptador del NOT, para lo cual lo habíamos cortado.(fig. 4.14). El ADC funcionaba, pero todavía no éramos capaces de manejarlo convenientemente: el programa de control automático no conseguía alinearse con la elongación de las estrellas que probamos a observar a baja altura, aunque sí veíamos que se modificaba su forma. En el estudio posterior nos dimos cuenta de que, al tener un derrotador mecánico en el telescopio, una vez apuntado a un objeto y puesto el telescopio en seguimiento, la imagen ya no rotaba, y el programa que habíamos hecho se alineaba con la estrella y desplazaba los prismas para corregir el efecto teórico de la dispersión cromática atmosférica. Por ello, durante la observación situamos los prismas a distancia cero de modo que no aparecieran efectos de corrección.

Disfrutamos, eso sí, de no tener que subir a cambiar los filtros, y las observaciones con los nuevos campo y óptica dieron menos discos de Airy visibles, pero con una

mejor resolución que permitieron que alcanzáramos el *record* de resolución en el telescopio llegando a 0,09 arcsec en banda I.

4.3.3. WHT

Simultáneamente a la petición de tiempo en NOT se hizo todo lo posible para conseguir una noche en WHT. Y surgió la oportunidad de disponer de dos medias noches, compartiendo el telescopio con otro grupo que usaba el instrumento situado en foco Cassegrain.

Aquí todo cambiaba con respecto a nuestras observaciones anteriores: debíamos montar FastCam en un foco Nasmyth, dentro del laboratorio *Ground High Resolution Image Laboratory* [Laboratorio de Imagen de Alta Resolución en Tierra] (GHRIL), sobre una mesa estática y con un derrotador óptico. El inconveniente es que el derrotador que podíamos utilizar es el optimizado para el azul, ya que el optimizado para el rojo estaba montado en el otro foco Nasmyth, GRACE, para los instrumentos allí instalados (fotómetro infrarrojo *Isaac Newton Group Red Imaging Device* (INGRID) y espectrógrafo de campo integral OASIS, ambos utilizando el sistema de Óptica Adaptativa NAOMI). En cualquier caso, no podíamos desaprovechar esa oportunidad.

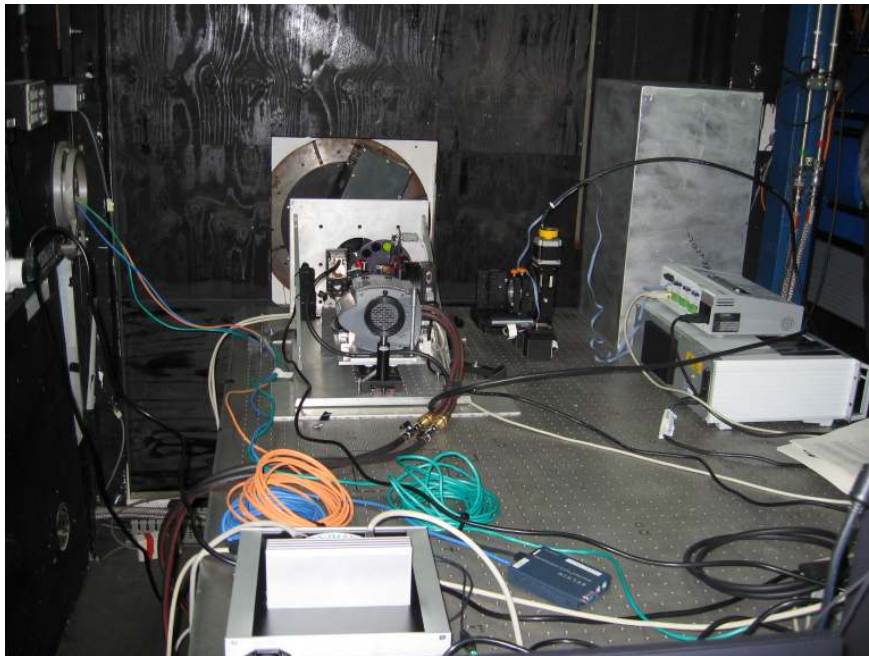


Figura 4.15: Instalación de FastCam en el laboratorio GHRIL de WHT.

La primera noche la dedicamos más de pruebas y puesta a punto y para comprobar los subsistemas, por primera vez todos juntos en telescopio y con el detector de 512k. Sin embargo, estas pruebas no estuvieron libres de problemas. Inicialmente, al no habernos informado de que estábamos usando el derrotador azul, pensamos que los problemas venían del sistema derrotador y un posible descentrado. Comprobamos que no parecía ser el ADC el que nos limitaba, ya que tampoco mejoramos la detectividad al retirar el ADC (que decidimos quitar para eliminar incertidumbres). Obtuvimos imágenes de algunos campos y pudimos calibrar la escala de placa, pero no conseguimos ningún resultado relevante.

En estas condiciones afrontamos la segunda noche. El tiempo comenzó malo, incluso con lluvia, aunque fue mejorando según pasaban las horas. Cerca del amanecer, cuando se pudo abrir, obtuvimos una imagen de la binaria «COU 292» con solamente 0,067 arcsec de separación perfectamente resuelta tanto en banda I como R, alcanzando la mejor resolución que se supiera obtenida nunca en el WHT incluidas las observaciones con el sistema de Óptica Adaptativa. Esta imagen es, de hecho, la observación con mejor resolución jamás lograda en los Observatorios de Canarias en el rango visible.

La siguiente visita al telescopio, en mayo de 2008, estaba más controlada y ya sabíamos que el derrotador nos limitaba en transmisión, pero era importante ir allí para encontrar el límite del telescopio y comparar la detectividad de binarias con gran diferencia de magnitud. En cuanto a objetivos científicos, también se introdujeron varias binarias especiales para intentar mejorar la información de sus órbitas. Y, en lo que respecta al instrumento, era una prioridad probar el ADC al que habíamos renunciado en la ocasión anterior. En este sentido, conseguimos calibrar el movimiento de campo al separar los prismas, que resultó ser de 1,03 arcsec/mm, aunque no logramos que el programa de control orientara correctamente la dirección zenital de dispersión. A posteriori descubrimos que no debíamos marcar un ángulo con respecto a la compensación de orientación del derrotador óptico, ya que éste se encargaba de dejarnos fija la orientación del cielo sobre el detector.

No obstante, aparecía un movimiento remanente en las estrellas que atribuíamos al derrotador. Para verificarlo, aparte de las pruebas con el láser de alineado, recurrimos a apuntar a la estrella Sirio ¡a las 14:30 horas de la tarde!, a unos 45° del Sol. De modo que, abriendo el mínimo imprescindible las compuertas de la cúpula para evitar la luz difusa, se apuntó a Sirio y, una vez en foco, procedimos a rotar 180 grados el derrotador produciendo el giro de 360 grados del campo y midiendo el movimiento

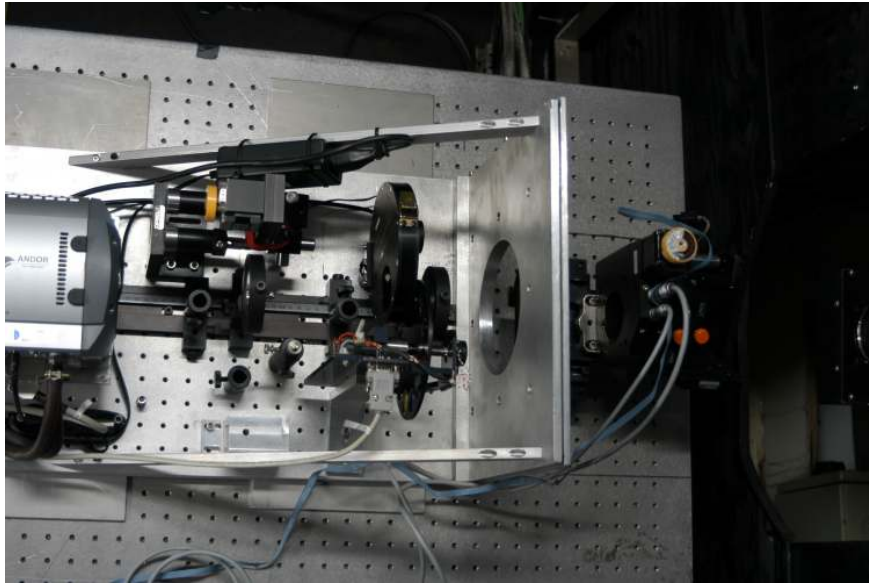


Figura 4.16: Instalación de FastCam en el laboratorio GHRIL de WHT. En esta ocasión el ADC está en su posición y, en cambio, ya desaparece la cámara de campo y añadimos una nueva rueda de filtros con filtros de líneas de OIII, SII, NII y H_{α} tanto de la línea como del continuo.

y descentrado de la estrella, que fue de 1,5 mm de diámetro. Este desplazamiento equivale a 3,3 arcsec de descentrado, cosa asumible ya que está dentro del campo y el recentrado con el programa de procesado es capaz de compensar las variaciones mucho más cortas de cada exposición. Y, finalmente, terminamos por fiarnos del sistema de compensación de apuntado y derrotación, aunque no se obtuvieron resultados espectaculares o que nos animaran a seguir trabajando en foco GHRIL.

4.3.4. GTC

La estancia en GTC fue a la vez emocionante y contenida. Una invitación para probar la calidad alcanzada por el foco unificado de los 24 primeros segmentos montados en el telescopio y el comprobar si la técnica de *Lucky Imaging* podía ayudar a mejorar o caracterizar ese foco era algo absolutamente excepcional, máxime si consideramos que FastCam iba a ser el primer instrumento instalado en GTC.

Cuando se confirmaron las fechas de mayo de 2008 para observar en WHT y NOT, empezamos a buscar la posibilidad de instalar FastCam en GTC. La idea era que, si no se podía llegar a aprovechar el diámetro completo del telescopio por la gran cantidad de *speckles* que se podrían juntar en cada imagen, se podía considerar el

trabajo con seis subpupilas, cada una equivalente a un telescopio de 4,2 m. De este modo, tendríamos la resolución equivalente a WHT pero, sumando la luz de las seis porciones de pupila, dispondríamos de la profundidad de un colector de 10 m. No obstante, el telescopio todavía no estaba totalmente funcional y menos en cuanto a cofaseo, o puesta en fase de todos los segmentos que componen el área activa del espejo primario. Entonces, una de las capacidades que pensamos en que podía ser útil FastCam para GTC es para poder muestrear las manchas de cofaseo y ayudar al alineado. Por ello sobre esta base se nos permitió ir como primer instrumento invitado a GTC para hacer pruebas sobre cómo sería el comportamiento de la técnica con el sistema del telescopio, máxime con el uso de la FPGA y la observación en tiempo real.

FastCam era el primer instrumento visitante que se montaba en GTC, y hubo que diseñar una estructura de acoplamiento que, además, debía ser muy rígida. La complicación estaba en que no había ningún ingeniero mecánico disponible en tan corto plazo y que no se nos garantizaba tiempo de delineación y taller para fabricar un sistema soporte aparentemente complejo.

La solución vino a partir de una conversación con el ingeniero de diseño de GTC, quien sugirió que, siendo para unas pruebas y dado que el instrumento era muy pequeño, se podrían preparar unos tirantes que lo centraran y lo anclaran en posición, aunque la idea era poco segura ya que los tirantes podrían oscilar al no quedar suficientemente separados precisamente por el pequeño tamaño de FastCam. Basándome en ello se me ocurrió hacer casi lo mismo, pero con barras rígidas y que se evitara su oscilación usando un doble apoyo en cada extremo. Por ello diseñé cuatro barras gemelas con dos paletas cada una, ajustando una en el exterior en dos tornillos del aro porta-equipos del foco Nasmyth y otra fijando a dos tornillos del aro de acople montado en FastCam. Como aro resultó apropiado usar el aro de adaptación al telescopio NOT, que además separaba el plano focal lo suficiente como para que las barras y palas completaran el espesor a la distancia nominal del foco de GTC con respecto al plano del rotador (339 mm).

GTC tiene una relación focal extremadamente larga y no resultaba práctico el uso del sistema de «gran campo» diseñado para los otros telescopios. Así que calculamos una nueva combinación de colimador-cámara para tener a la vez una resolución suficiente para el espejo completo, para los sectores y para los segmentos de modo individual. Debido a la amplificación de campo tan grande que da GTC, se necesitó un sistema reductor tomando una cámara de menor focal que el colimador. Afortunadamente, la relación de aumento era tal que podíamos seguir usando la lente

de 40 mm de focal que ya disponíamos como colimador, pero ahora actuando como cámara para un colimador de 56 mm de focal que daba la calidad de imagen dentro del límite de difracción para las tres configuraciones pensadas.

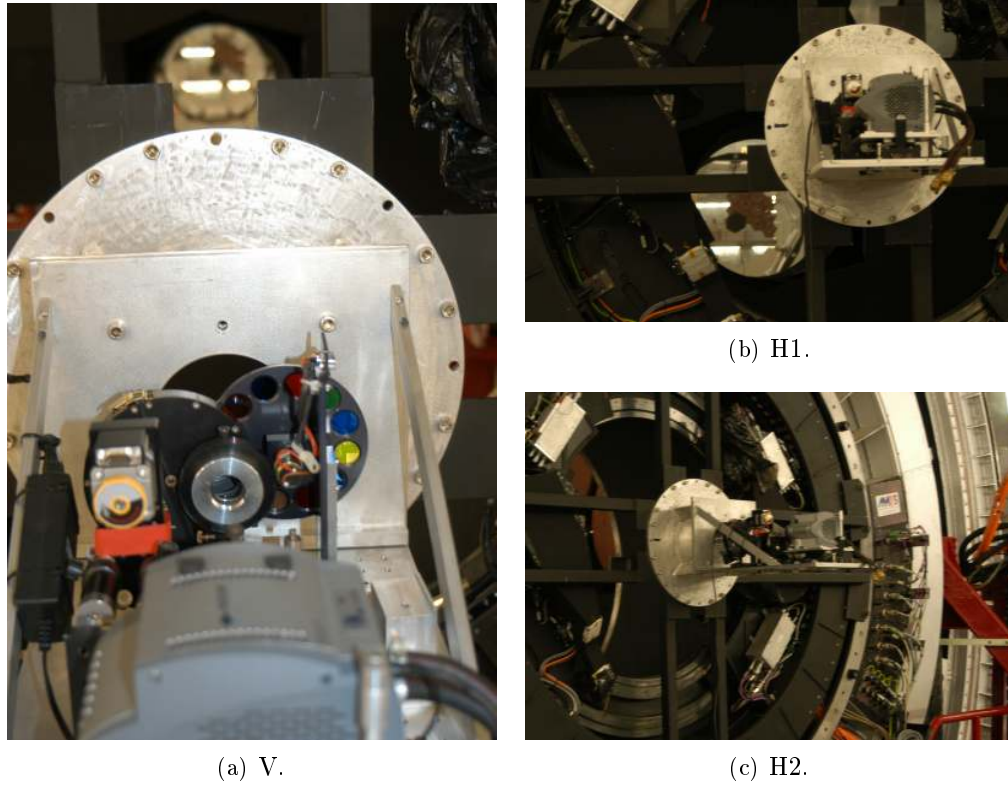


Figura 4.17: Instalación de FastCam en el GTC.

La sorpresa surgió cuando, al montarlo en GTC, vimos un gran vacío del campo, debido al pequeño tamaño de la pupila y la poca abertura de ésta sobre la lente de cámara, la cual, a su vez, veía al colimador como una pequeña abertura, rellenando el campo los alrededores de la lente con el interior de FastCam. Hubo que improvisar una corrección de montaje colocando la lente de cámara directamente en la posición de pupila y asumir una reducción de campo en los extremos diagonales debido de nuevo al pequeño diámetro del haz en el colimador. La calidad de imagen, no obstante, se mantenía dentro del límite de difracción. La comprobación fue hecha en primer lugar con el programa de diseño, ZEMAX, y más tarde lo verificamos efectivamente con las imágenes. Aunque no llegamos al límite de difracción, sí comprobamos que, desde luego, no nos limitaba en ningún momento y la escala de píxel era la adecuada. Los componentes que no se utilizaban en esta configuración los retiramos para no

limitar las distancias ópticas que pretendíamos reducir.

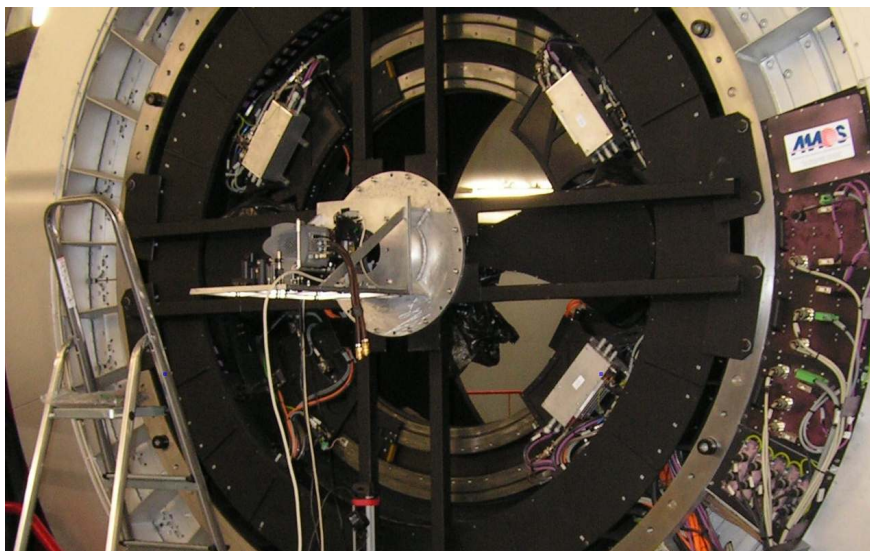


Figura 4.18: Instalación de FastCam en GTC. El sistema quedó reducido a su mínima expresión donde colimador, rueda de filtros, cámara y detector se montaron en una distancia de 152 mm de foco a foco. El resto de elementos y componentes fueron retirados una vez ya montado en el rotador Nasmyth.

El problema del viñeteo se explica porque, dado el $f/17$ de apertura de GTC, el haz se cierra y abre muy lentamente (ángulo muy pequeño), y la proyección de este sobre el detector, incluso sin reducirlo con la lente de cámara, no termina de llenar todo el detector.

En cualquier caso, ya no se podía hacer otra cosa y realmente no resultó un problema tan grave y pudimos trabajar, tanto con la pupila única como con una configuración multisegmentos, es decir, con todos los segmentos desacoplados formando imágenes separadas para cada uno, dentro del mismo campo del detector.

Teníamos algunas dudas sobre el funcionamiento del sistema a través del cableado de nuestra red *gigabit*, ya que en esta ocasión el tendido de cables era de 100 m cada uno. Pero lo cierto es que el resultado no pudo ser mejor.

En la sala de control pudimos tener imágenes en tiempo real del comportamiento de los segmentos y del propio telescopio. Si bien no conseguimos observar ningún objeto que pudiera poner a prueba las capacidades de FastCam en GTC, sí llegamos a hacer algunas observaciones interesantes del comportamiento del telescopio, los segmentos y el cofaseo alcanzado en aquel momento.

En cuanto al cofaseo del sistema completo pudimos comprobar, observando un

sistema triple, que éste era mejor que 0,19 arcsec, lo cual fue una buena noticia para ellos ya que era la confirmación de sus datos. Y, en cuanto al análisis de la imagen segmentada, resultó muy didáctico, ya que pudimos apreciar en tiempo real gracias a la FPGA cómo el *seeing* variaba sobre la pupila. De hecho, se apreciaba el avance de la onda de perturbación a través de la abertura del telescopio al ver cómo las manchas generadas por cada segmento individual iban mejorando y empeorando progresivamente de un extremo a otro de la abertura como empujados por el viento. De hecho, se planteó la posibilidad de implementar algún sistema con FPGA para poder hacer estudios de la atmósfera de cúpula mediante esta metodología, aunque todos estábamos de acuerdo en que lo prioritario para GTC era el terminar de montar y cofasear todos los espejos.

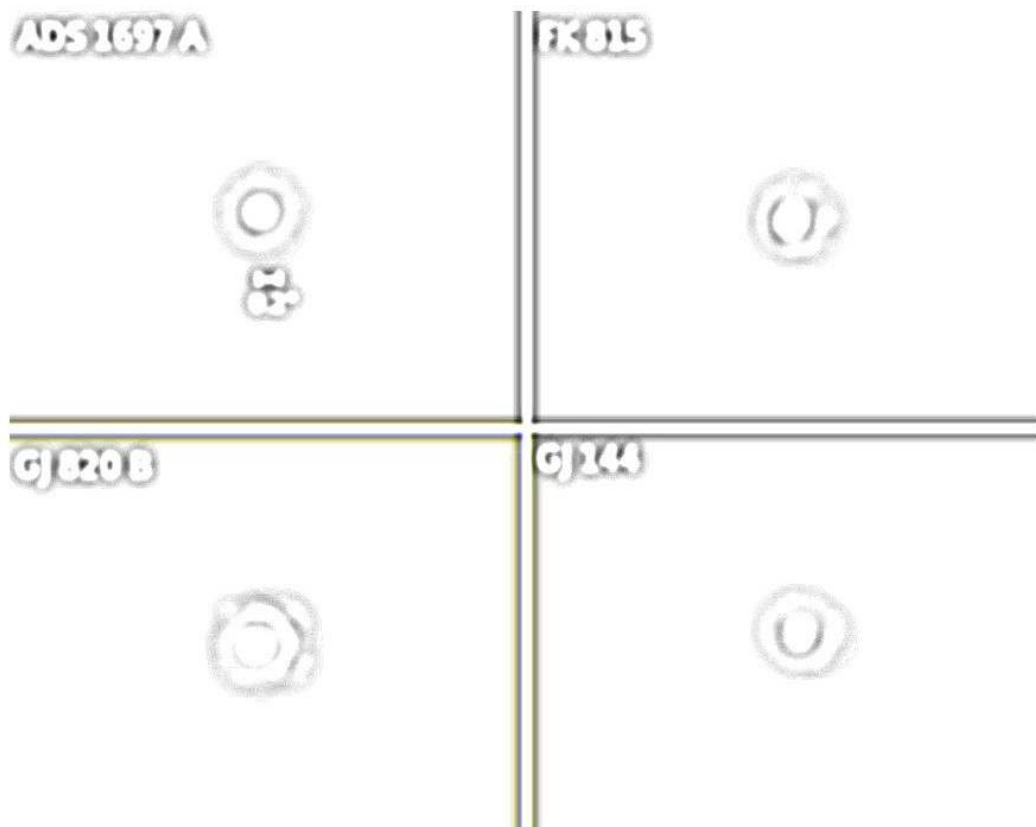
Una de las conclusiones a que llegamos en aquel momento es que, una vez que el telescopio tenga el sistema de Óptica Adaptativa funcionando, sería importante poder volver con FastCam para valorar no sólo el cofaseo sino incluso verificar si la técnica de *Lucky Imaging* puede usarse con una pupila de 10 m.

5

El resultado

Cuando estás solucionando un problema, no te preocupes. Ahora, después de que has resuelto el problema, es el momento de preocuparse.

Richard Phillips Feynman



FastCam, desde su primera instalación con el detector de 128×128 pix en mayo de 2006, ha disfrutado de cientos de noches de observación en cuatro telescopios en sus distintas configuraciones. En algunos momentos incluso ha sido el instrumento más demandado del TCS. Es el momento de presentar, en este capítulo, los resultados obtenidos en este tiempo. Los resultados se dividen en dos tipos netamente diferenciados. Por un lado están aquellos claramente de tipo técnico y, por otro, aquellos científicos, algunos con una inmensa relevancia. Y todo ello a pesar de que, en cierto sentido, no se ha explotado todo el potencial que tiene el instrumento.

5.1. Resultados Técnicos

El *Lucky Imaging* es una técnica que cada vez tendrá más preponderancia en numerosos campos científicos, y no solamente en Astrofísica, máxime viendo el avance que se está realizando en los detectores EMCCD y, sobre todo, en el enorme impulso que se está dando a los sensores [Scientific Complementary Metal-Oxide-Semiconductor Detector](#) [Detector Científico de unión Complementaria Metal-Oxido-Semiconductor] (sCMOS). Nuestros resultados técnicos no solamente nos han permitido conocer más nuestro instrumento y, por tanto, mejorarlo, sino que han ofrecido a la empresa fabricante de la cámara, ANDOR, datos de un valor incalculable sobre sus cámaras, lo que se ha notado en los nuevos modelos.

5.1.1. Detector

Los nuevos detectores tienen los píxeles cada vez más pequeños y, si bien los detectores estándar siguen reduciendo su campo, también podemos ver, por el otro extremo, los nuevos sensores de HDTV y SHDTV de hasta 6000×4000 pix, que se leen a velocidades de 60 fps y que marcarán no sólo la televisión, y la imagen 3D, sino el mundo de las salas de proyección. Estos detectores llegarán al campo de la Astronomía y los usaremos de modo habitual como sistemas *Lucky Imaging* en un futuro cercano, incluso con el sistema de procesado posiblemente integrado en la electrónica.

Pero, hasta entonces, debemos volver al presente y pensar en los sistemas que tenemos e ir aprendiendo de los datos que obtengamos con ellos cuando los llevamos al extremo de la tecnología.

La caracterización de los fotodetectores se lleva a cabo midiendo su respuesta ante distintos estímulos, luminosos y eléctricos. Los parámetros que determinan ple-

namente la funcionalidad de un detector son:

Curva Característica o Responsividad Es la medida de la efectividad de un detector para producir una señal eléctrica en función de la exposición o número de fotones colectados.

Sensibilidad Mide la longitud de la pendiente lineal y la capacidad de acumular cargas/fotones; es una integral de la responsividad.

Respuesta espectral Describe la variación de la sensibilidad con la longitud de onda.

Eficiencia cuántica (QE) Es la capacidad del detector de convertir los fotones en señal eléctrica, y depende de la longitud de onda (energía de cada fotón).

NEP Es la potencia de la luz incidente requerida para producir una señal en el detector que sea igual al ruido, tal que la relación señal a ruido es igual a uno.

Una de las primeras cosas que debimos controlar del sistema era la caracterización del detector y la técnica de trabajo (procesado y reducción) que íbamos a efectuar. En general, para el trabajo serio y regular con un nuevo detector, bien en laboratorio o, ya cada vez más, directamente en cielo, se calibra un instrumento caracterizando el detector a partir de fuentes conocidas y con las funciones o figuras de mérito que se le deben asignar a las imágenes para poder hacer una reducción de datos eficaz, valorable y comparable con otros instrumentos.

La caracterización de las principales figuras de mérito de detectores en el rango visible que se hace son:

- el factor de conversión o ganancia,
- el ruido de lectura,
- la linealidad,
- los niveles de saturación,
- la eficiencia de transferencia de carga,
- la no uniformidad de la respuesta de los píxeles,
- el halo, (franjas),

- la corriente de oscuridad,
- la cosmética,
- la eficiencia cuántica (probablemente el tema más crítico en este tipo de dispositivos).

Todos estos factores se van obteniendo y afinando con el sucesivo uso del instrumento, gracias a la observación y reducción de imágenes de todo tipo de objetos bien calibrados y obtenidas bajo diferentes condiciones de observación.

Algunas de estas figuras de mérito se pueden obtener en laboratorio, lo que permite especificar el calibrado base del detector. Por desgracia, cuando no lo hacemos y asumimos las especificaciones del fabricante nuestra experiencia indica que los valores de las figuras de mérito están más bien sobrestimadas. Así, por ejemplo, la eficiencia cuántica no es normalmente del 90 %, el ruido suele ser algo mayor, etc. Es cierto, no obstante, que cada vez más las especificaciones de los nuevos detectores son más realistas y fiables. En nuestro caso, en parte es debido a la retroalimentación que mantenemos con los fabricantes gracias a nuestras medidas.

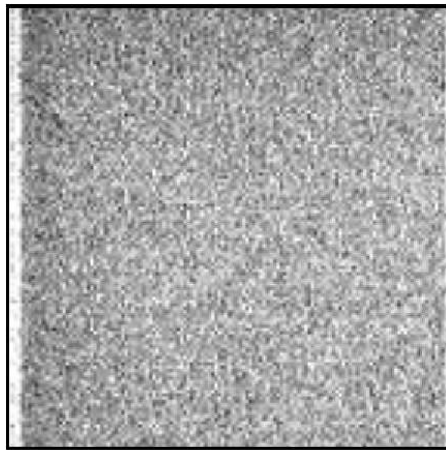
En el caso de los detectores EMCCD de ANDOR que hemos utilizado hasta ahora hemos de decir que las figuras de mérito que se han ido obteniendo están, en gran medida, dentro del orden que se especifica. Sólo en los casos más extremos, que son más específicos en Astronomía y, por tanto, los que llevan a los límites a estos detectores, hemos notado ligeras desviaciones de nuestras medidas con respecto a los datos del fabricante.

Aparte de las figuras de mérito que caracterizan a un detector de un modo general, hay una serie de parámetros que afectan directamente a una observación astronómica y que, en la mayoría de los casos, varían de una observación a otra, fundamentalmente porque en realidad varían las condiciones de la observación. Son los factores de respuesta del detector, que dependen del sensor y de la electrónica, así como del tiempo de exposición. Estos valores en gran medida contienen y permiten caracterizar, con su estadística, las verdaderas figuras de mérito del detector o del instrumento.

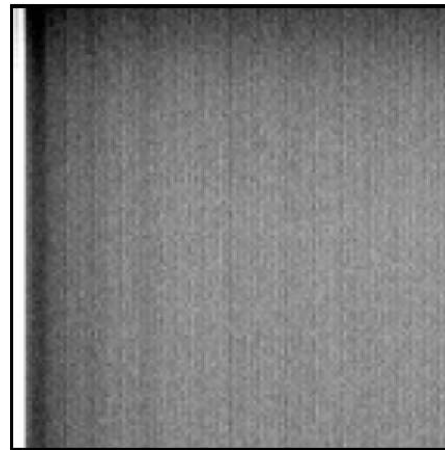
Bias

Característica electrónica: señal (imagen) que genera el detector cuando es leído sin exponer. En la mayoría de los casos se trata de una exposición de tiempo cero o el mínimo posible. Trata de medir la señal generada por la electrónica del detector (lectura, amplificación, etc).

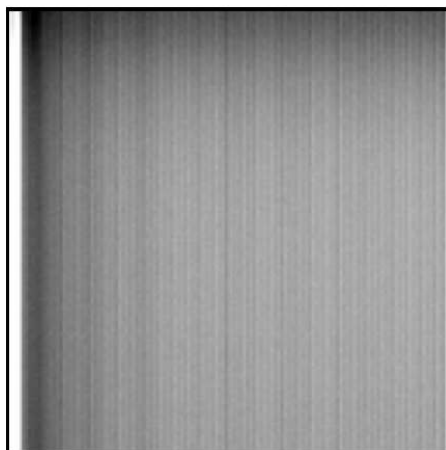
En realidad no es tan simple. Este *bias* se verifica para distintas ganancias del detector y se estudia su reproducibilidad, y con ello la dependencia del número de imágenes que se pueden o deben utilizar para hacer una imagen de *bias* media que podamos aplicar a las imágenes con datos obtenidas.



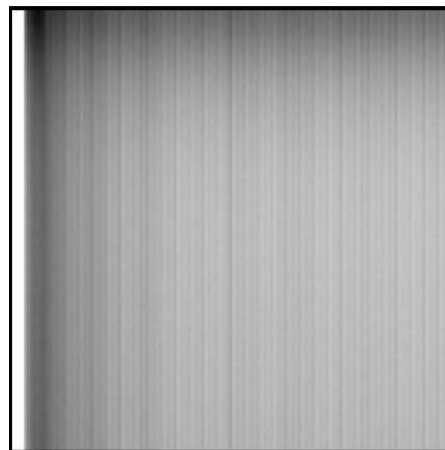
(a) Imagen instantánea de *bias*.



(b) Imagen de *bias* promediada de 100 imágenes individuales.



(c) Imagen de *bias* promediada de 1000.



(d) Imagen de *bias* promediada de 4000.

Figura 5.1: En la secuencia de imágenes promediadas se observa una estructura vertical que se marca según aumenta el número de imágenes que se promedian. No obstante, la variación del valor promedio por píxel no supera las 2 ADU.

NOTA: Imágenes reducidas por Jorge Andrés Pérez Prieto para su trabajo de DEA ^(PP07).

La manera habitual de determinar el nivel de pedestal, al igual que con las imágenes científicas y de *flatfield*, es tomar cubos de miles de imágenes. Por tanto, es

muy útil saber cuál es el efecto de promediar distinto número de imágenes, a fin de determinar cuál es el número de imágenes necesario o apropiado para obtener el mejor *bias*, a partir de qué cantidad no se obtiene ninguna mejora aunque se promedien más imágenes, cuál es el número mínimo de *bias* necesarios, etc.

Como se muestra en la figura 5.1, la dispersión en las imágenes de *bias* promediadas disminuye rápidamente con el número de imágenes promediadas. En la práctica comprobamos (Pérez-Prieto^(PP07) 2007) que con cubos de 500 imágenes de *bias* obteníamos valores correctos.

No obstante, pudimos demostrar también que la señal de *bias* viene afectada por los factores de amplificación y ganancia que se emplean en el detector. El valor medio de la señal producida es más sensible a la ganancia electrónica del preamplificador que a la amplificación o multiplicación de electrones, lo que sugiere emplear valores bajos de ganancia para mantener el *bias* lo más bajo posible, del orden de 400 cuentas¹. El resultado de todo ello es que conseguimos obtener los *bias* más precisos posible con estos detectores, lo que redundó en una mejor reducción de las imágenes científicas y en una mayor precisión y calidad de las mismas.

Corriente de oscuridad

La corriente de oscuridad es la señal o imagen que genera el detector cuando es expuesto durante un tiempo pero sin permitir la incidencia de luz del exterior. Se trata de la luz que pueda llegar a un detector y que es dependiente o procedente del instrumento. En realidad, lo ideal sería tapar el colector y tomar una imagen, de modo que el detector viera toda la luz del entorno que no es señal real procedente del campo de interés. Éste es un factor muy importante en IR, ya que la señal producida por la propia óptica y soportes debido a la temperatura ambiente genera un fondo inherente al instrumento. En todos los casos parte de la corriente de oscuridad surge del propio ruido térmico del sensor y la amplificación de éste por el sistema de lectura. Esta componente de la corriente de oscuridad se puede reducir con la refrigeración del sensor, bien por criogenia o usando un *peltier* con disipador, e incluso recirculando un líquido refrigerante.

La imagen de oscuridad no es lo mismo que una imagen de *bias*, ya que en éste el tiempo es cero, y aquí buscamos la señal causada por la luz que no procede del campo de observación.

La corriente de oscuridad ha de compararse entre imágenes tomadas con el mismo

¹Ver Glosario [ADU](#).

tiempo de exposición o con el mismo tiempo de integración, una sobre el campo de interés y la otra con el sistema cerrado.

En general, en el rango visible, se mide una corriente de oscuridad o *dark image* con el obturador cerrado en condiciones equivalentes (tiempo, ganancias, filtros, etc.) a las imágenes expuestas aunque, con los nuevos detectores, en muchos casos este valor es bajo y no se suelen tomar *darks*. En infrarrojo tampoco es necesario tomar *darks* si la observación se realiza restando la imagen del objeto de interés menos otra imagen con el mismo tiempo de exposición pero de cielo vacío. La resta de ambas implica eliminar toda contribución que no proceda del objeto que queremos observar.

En nuestro caso, las pruebas se hicieron inicialmente de los dos tipos (con obturador cerrado y simplemente observando oscuridad), y además se compararon con las de laboratorio. El obturador del detector demostró no poder aislar el sensor para la luz difusa del laboratorio. No obstante, con la inclusión de un *baffle* de 25 mm de diámetro y 100 mm de largo roscado en el detector comprobamos que no existe contaminación de luz difusa del laboratorio o de la cúpula al comparar los *dark* abiertos y con el obturador ya que, gracias al buen telecentrismo y conjugación del sistema óptico, sólo el campo de visión ilumina el sensor. De hecho, algunas pruebas hechas en TCS, con el sistema de FastCam actualmente en funcionamiento, demuestran que no existe un beneficio extra en cerrar FastCam, cuando el *baffle* está montado, en lo referente a las imágenes de oscuridad.

Fondo

El nivel o señal de fondo de una imagen es el resultado de toda la luz que llega al detector de modo difuso y que proviene no sólo de la región del cielo que se está observando sino también de objetos fuera del campo cuya luz se difunde dentro del sistema de imagen (medio+óptica+detector), la difundida por el propio objeto y los parásitos que están en los alrededores del sistema óptico y detector. Generalmente se obtiene apuntando a una posición en la que el objeto queda ligeramente fuera del campo, de manera que podamos obtener la señal sin la del propio objeto. Ni que decir tiene que esto no siempre es posible, y por ello se recurre muchas veces a trabajar en campo con objetos pre calibrados que permiten la comparación directa de señales. Ello es incluso más difícil si se trata de objetos extensos ya que el obtener la señal conjunta de un objeto extenso no es trivial. En resumen, al medir la señal de fondo lo que buscamos es la luz contaminante del campo que estamos observando y de su entorno que no es la señal de interés para nuestro programa científico.

El nuestro es un caso especial, y yo lo calificaría de excepcional. El fondo lo

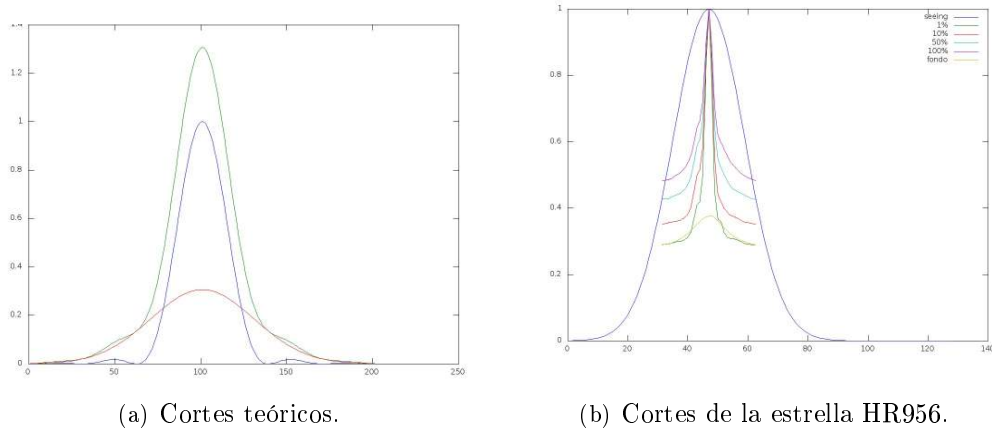


Figura 5.2: (a) Corte teórico de un disco de Airy (azul) y una Gaussiana (rojo) junto con la suma de ambas (verde) como consecuencia del recentrado y acúmulo. La Gaussiana se corresponde con la distribución de los *speckles* recentrados. (b) Cortes reales normalizados de varias imágenes de la estrella HR956 obtenidas con cubos de 4000 imágenes de 30 ms de exposición cada una que dan una FWHM=0,17 arcsec usando el 1 % de las mejores imágenes. En la imagen se incluyen los cortes para una selección del 1, 10, 50 y 100 % de las imágenes. Se observa en la curva verde del 1 % la aparición de los lóbulos correspondientes al primer anillo de difracción. Cuando el número de imágenes usadas es grande, el factor de peso del fondo se hace más notable. La curva más exterior se corresponde con la imagen integrada de la estrella sin recentrar bajo condiciones de *seeing* de 2". Nótese que el resultado aquí está ligeramente falseado, ya que la curva integral está ajustada a una Gaussiana, y la normalización reduce a cero el fondo de referencia en este caso.

convertimos en una característica o factor local y además, muy dependiente, no ya de las condiciones del instrumento en la observación sino de la observación en sí misma. Y no sólo por lo que afecta a toda la superficie del detector, sino que nuestro principal generador de fondo es la propia estrella que observamos y lo perturbada que esté por las condiciones de *seeing*, como veremos más adelante

Cuando seleccionamos un máximo del *speckle* para recentrar la imagen, estamos arrastrando el resto de las manchas de *speckle* deformadas por la atmósfera que rodean a la figura centrada, y acumulamos toda esa energía con la de cada exposición de tal manera que, aunque finalmente obtenemos un alto y fino pico de señal, éste aparece sobre un fondo acumulado de *seeing*, aunque minimizado al estar recentrado en cada imagen. En la figura 5.3 vemos una representación de la energía acumulada en la imagen de la binaria HD 155876, donde podemos observar un «abultamiento» en la base por la energía esparcida en cada mancha de *seeing* y que redistribuimos al recentrar el píxel máximo provocando una acumulación difusa de toda esa energía

dispersa debida a la componente de emborronamiento del *seeing*.

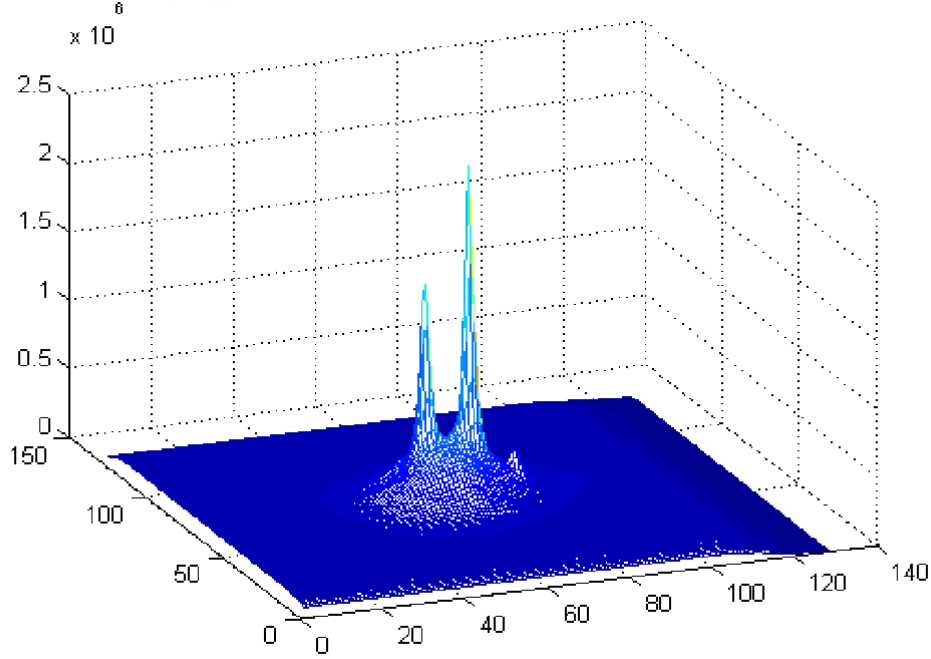


Figura 5.3: Imagen de la binaria HD 155876 adquirida con FastCam en el TCS. Muestra la forma de la acumulación de fotones y recentrado sobre el píxel maximo con un fondo debido a los *speckles* no recentrados.

Como es habitual en Astrofísica, una distribución Moffatiana representa bastante bien el muestreo de las PSF de objetos puntuales, aunque en este caso el ajuste a las curvas obtenidas se consigue con la suma de una función Gaussiana y una Moffatiana. Al contrario que en otras distribuciones, la Moffatiana ajusta mejor el pico y la Gaussiana las alas, ya que el recentrado se hace siempre sobre el píxel más brillante, lo que ajusta el pico estrecho de la Moffatiana, y las alas representan la distribución de las deformaciones de la mancha de *seeing*, lo cual concuerda con lo que nos aproxima la teoría.

$$F(x, y) = Ae^{-u^2/2} + A'e^{-v^2/2} + (Bx + Cy) + D, \quad (5.1)$$

$$F(x, y) = Ae^{-u^2/2} + \frac{A'}{1 + v^{2\beta}} + (Bx + Cy) + D, \quad (5.2)$$

$$F(x, y) = Ae^{-u^2/2} + \frac{A'}{(1 + v^2)^\beta} + (Bx + Cy) + D, \quad (5.3)$$

donde:

$$u^2 = \frac{(x - x_0)^2}{\sigma_x^2} + \frac{(y - y_0)^2}{\sigma_y^2}, \quad (5.4)$$

y algo similar para v con unas σ'_x y σ'_y diferentes. β es un parámetro que depende de la dispersión de muestras (en nuestro caso *seeing*). El término $Bx + Cy$ corresponde a una inclinación para ajustar posibles gradientes y D una constante que ajusta niveles de *bias* y *flatfield*.

La ecuación 5.1 se compone de dos Gaussianas para hacer el ajuste, la 5.2 usa una Gaussiana y una Moffatiana y la 5.3 es una Gaussiana y una Lorentziana.

Un estudio más específico, y quizás estadístico, de este tipo de manchas podría enseñarnos a utilizar los resultados obtenidos para poder configurar y definir una función fotométrica para la observación con *Lucky Imaging*. Esta función debería considerar como parámetros: el número de imágenes acumuladas, el tiempo de exposición individual y el total resultante de la imagen reducida, así como los factores definitorios de los ajustes, tanto del pico y su ancho como de la Gaussiana de la base y su ancho. Un trabajo con estándares fotométricos y aplicado a estrellas más débiles y bien conocidas sería una tarea probablemente muy positiva para el futuro de la técnica.

Flatfield

Flatfield es la imagen del detector cuando es expuesto a una señal de iluminación uniforme conocida. Puede ser blanca, térmica, filtrada o espectral, pero permite calibrar la diferencia de respuesta entre los píxeles. En rigor, debería planificarse para describir la curva de respuesta del detector en las mismas condiciones o rango de exposiciones que en la observación. Conocer la curva característica o de respuesta del detector es crucial para comprender y analizar correctamente los datos obtenidos. Esta curva tiene un tramo de velo o baja señal y un tramo de saturación que conlleva pre- y sobre-saturación, donde la respuesta ya no es proporcional a la exposición y donde ya no se tiene más señal por muchos fotones que se acumulen², y debemos trabajar en la zona lineal intermedia.

La pendiente de este tramo depende de la amplificación frente a la cantidad de luz que recibe el detector y la zona o rango de trabajo del tiempo de exposición. En realidad funciona como las películas fotográficas de siempre. Y, por ello, decimos que la ganancia o amplificación varía la sensibilidad del sensor.

²Técnicamente se dice que el pozo de potencial, que acumula carga, está lleno.

Lo cierto es que hay un factor extra que varía esa sensibilidad y es la corriente de polarización inversa, que también se llama *bias*. En este caso es una tensión aplicada al detector para modificar la profundidad del pozo de potencial (aunque normalmente es fija) y, con ello, la respuesta del sensor al número de fotones incidentes. Es el equivalente al ISO/ASA de las películas fotográficas.

Las descripciones que hemos dado en un detector bidimensional o de imagen se aplican para cada píxel y es con las distintas exposiciones de una señal de *flatfield* como podemos calibrar la comparativa.

El mapa de *flat* también nos da la cosmética del sensor cuando se expone toda la superficie de modo uniforme, ya que pone de manifiesto los píxeles defectuosos tanto en sensibilidad como en forma o capacidad para absorber fotones.

En particular, para FastCam, los perfiles de *flats* muestran una variación diagonal con una caída de un 8 % de izquierda a derecha y un 3 % de arriba a abajo. Se aprecia que es sensible al factor de multiplicación de electrones y al número de cuentas (nivel de señal) pero no a la ganancia de preamplificación. Se determinó que, posiblemente, el gradiente sea inducido por el reloj interno (CIC, *clock induced rate*) o por la etapa de multiplicación. En todo caso, obliga a ser cuidadoso con la reducción de *flatfield* y se deben tomar *flats* siempre y en las mismas condiciones que las imágenes científicas^(PP07) (Pérez-Prieto, 2007).

5.1.2. Reducción de datos

Una vez que disponemos de los criterios básicos de Astronomía Observacional aplicados a nuestro instrumento y particularizados al método de *Lucky Imaging* y una vez tomadas las imágenes, tenemos que hacer la reducción de datos para que el resultado nos permita «conocer» el objeto de interés de la forma más real posible.

Sin embargo, la realidad siempre supera a la teoría y, como siempre, aparecen efectos que no se corresponden con lo que esperábamos. Las técnicas de alta resolución con sistemas de AO o de imagen selectiva (*Lucky Imaging*) emplean criterios de análisis y evaluación de la calidad de imagen. Ya hablamos en la sección 2.5 de los criterios para seleccionar las imágenes y defendíamos que el criterio del píxel máximo es un método más rápido y eficaz, ya que los mayores valores se corresponderán con relaciones de Strehl mejores, y como las peores tendrán los menores valores, serán las primeras en ser descartadas a la hora de seleccionar las imágenes afortunadas.

El alineado de las imágenes se hace, también, tomando el píxel máximo en lugar del centroide. Christou⁽²⁴⁾ (1991) comparaba el uso del píxel máximo frente al centroide para recentrado de imágenes en NIR usando la técnica *shift and add* (des-

plazar y sumar). Este trabajo muestra mejores resultados para el uso del píxel más brillante, sobre todo cuando el *seeing* no es muy bueno. Pérez-Prieto^(PP07) (2007) hace un estudio para nuestro proyecto usando imágenes en banda I con exposiciones de 5 ms donde encuentra una diferencia típica de $0,3'' - 0,4''$ entre ambos puntos, que disminuye con la simetría de la mancha de *seeing* y aumenta cuando ésta aparece muy esparcida.

Por otro lado, el uso de un píxel único para el alineado de toda la imagen también genera o, mejor dicho, generó problemas, ya que no era un efecto que se hubiera tenido en cuenta. Resultó que, para sistemas binarios suficientemente próximos ($< 1,5''$) y de magnitud similar, el píxel más brillante puede aparecer alternativamente tomado de una u otra estrella con lo que, al recentrar, se produce una imagen triple, tal y como se ve en la figura 4.9.

La reducción de imágenes se realiza restando la imagen promedio de *bias* y, si es valorable, la de oscuridad y dividiendo por los *flats* equivalentes normalizados. En general, como vimos, el promedio de cubos de 500 a 1000 imágenes de *bias* y *flats* es suficiente para homogeneizar la desviación estándar y se aplica a cada imagen individual, debido al perfil que presentan las imágenes de *flatfield* (Sec. 5.1.1).

Durante las primeras campañas se hicieron pocas series de corriente de oscuridad al considerarla despreciable, aunque con el tiempo fuimos aprendiendo que sí había que tenerla en cuenta, incluso cuando se instauró el uso de refrigeración forzada que todavía bajó más las cuentas, ya que el no hacerlo así induce un fondo que resulta en ocasiones variable, tanto por posibles oscilaciones de temperatura interna como por efectos de iluminación refleja dentro del campo que la amplificación, junto con el efecto de centrado y acúmulo, resaltan.

Una de las agradables sorpresas que nos deparó el procesado de datos fue que no parece existir un ángulo isoplanático en nuestras imágenes. En imágenes con campos amplios o con suficientes estrellas el uso de una sola estrella basta para corregir el campo entero de más de $7''$ que predice la teoría para un buen *seeing*. El sistema demuestra, incluso con condiciones duras de *seeing*, que es capaz de corregir las perturbaciones atmosféricas y alcanzar el límite de resolución. En muchas de las primeras noches de campañas en el Telescopio Carlos Sánchez el *seeing* estuvo a 2 arcsec, e incluso se llegaron a tomar y reducir imágenes en condiciones de hasta 4 arcsec de *seeing* el 21 de abril de 2007.

No tenemos todavía una respuesta clara para este efecto. Una de las teorías manejadas apunta a la estabilidad de las altas capas en los observatorios de Canarias,

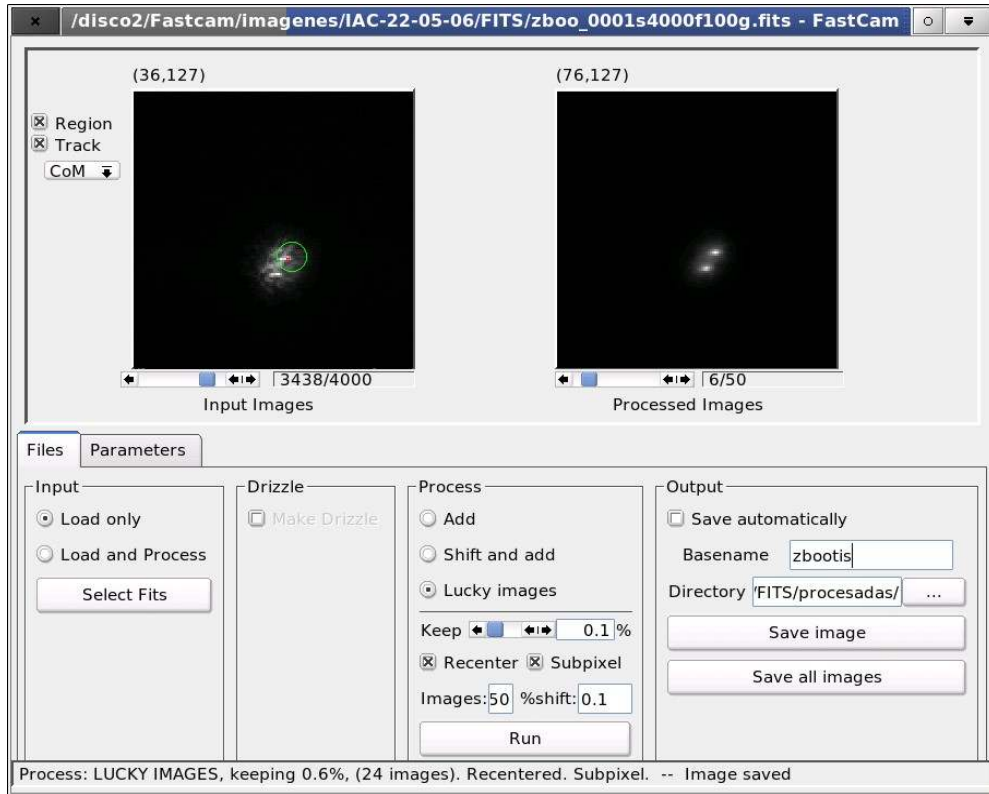


Figura 5.4: Imagen de la binaria z-Bootes adquirida durante la noche de primera luz el 17 de mayo de 2006 con FastCam en el TCS. Podemos ver la primera versión del programa de procesamiento *fastcam*, cuando unos días después, revisábamos los datos de una de las imágenes de un cubo de la secuencia a la izquierda y la imagen procesada del cubo a la derecha. La imagen sin procesar muestra la estrella marcada como referencia para evitar el efecto de estrella triple.

ya que están en medio del mar, donde, en altura, la atmósfera será más laminar que para observatorios de interior en alta montaña.

El *seeing* típico de las campañas de FastCam en TCS ronda los $1,5''$, lo cual permite recentrar estrellas con magnitud $I=12 \sim 13$, si bien baja a $10 \sim 11$ si éste sube a $2,5''$. Cuando el *seeing* es mejor la limitación es fotométrica, ya que el seguimiento del telescopio no permite mantener las estrellas más débiles en campo suficientemente estables como para hacer una adquisición suficientemente larga. Esperamos, no obstante, que la incorporación del control de seguimiento al propio programa de adquisición mejore esto un poco, al tener algo más de luz y manejar el guiado como parte del recentrado.

En cuanto a capacidades, no cabe duda de que la integración secuenciada, es

decir, la acumulación de imágenes individuales para obtener un resultado integrado, posibilita el manejo de campos que no se podrían obtener mediante la forma de integración continua habitual. Un ejemplo de esto lo tenemos en la fig. 5.5(a) en donde, si seleccionamos muy pocas imágenes, podemos ver la binaria próxima que para una integración mayor, capaz de ver la tercera compañera, mostraría saturada.

Otra técnica para poder ver una gran diferencia de magnitudes es usar una escala logarítmica, pero ello es válido sólo cuando el recentrado no emborrona la imagen, como en el caso del sistema triple HD 46150 que se ve en la figura 5.5(b), donde la estrella más brillante da más de 12 000 cuentas frente a las compañeras que tienen 970 y 270, sobre un fondo con 45 cuentas.

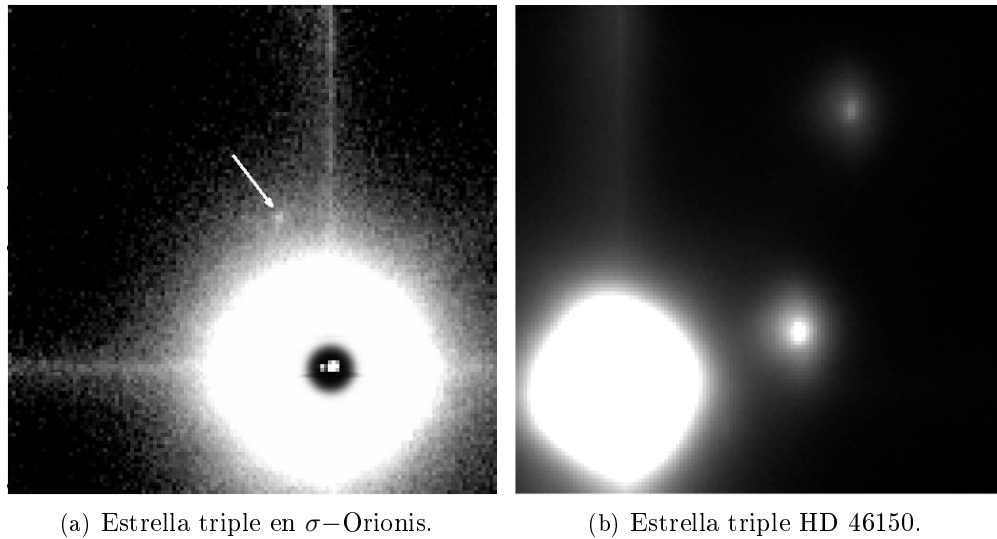


Figura 5.5: Imágenes mostrando dos técnicas de visualización de estrellas triples a partir de FastCam donde las magnitudes son muy diferentes.

Un fenómeno habitual en imágenes astronómicas es la aparición de «píxeles calientes», que se deben a rayos cósmicos o a algún efecto transitorio del detector. En ocasiones, cuando estos han aparecido con señal muy superior al píxel más brillante de la estrella, su efecto desaparece al promediar más de un 5 % en un cubo de muchas imágenes ($\sim 12\,000$). Pero, cuando ocurría en cubos cortos (~ 4000) y promediamos un 1 %, los píxeles calientes se aprecian y recurrimos a eliminar la imagen específica.

Los tiempos de exposición, las ganancias de multiplicación de electrones (EM) y de amplificación de señal (G), los ajustes de perfiles, el límite de detección de fuentes, el propio *seeing* en cada observación. Todos estos son factores que los astrónomos han

ido aprendiendo a ajustar según se han ido obteniendo cada vez más resultados. Esto, junto con la experiencia en la reducción de datos, que también depende en muchas ocasiones del tipo de trabajo, han permitido afinar no sólo el programa de control y adquisición de datos sino las técnicas de observación con la consecuente mejora de los resultados.

5.1.3. Interpretación

La interpretación de los resultados técnicos de comportamiento de FastCam la podemos considerar como altamente satisfactoria, no sólo porque hemos sabido interpretar la gran mayoría de ellos y, a partir de ahí, mejorar el proceso de reducción de los datos, sino porque con el tiempo y nuevos detectores, más resolutivos y con más campo, hemos comprobado que el comportamiento del sistema es impecable. En TCS, el sistema final funciona de modo habitual como instrumento de uso común, alcanzando siempre el límite de resolución del telescopio, incluso en condiciones de *seeing* que con otras técnicas ni siquiera se plantearía observar. Está claro que la técnica base de apilado y acumulación funciona, y con el algoritmo de selección que incorpora el programa *fastcam* es un instrumento de gran fiabilidad y capacidades. Y, a pesar de lo que predice la teoría, el campo corregido es completo, incluso en el rango de los 20 arcsec de campo con el detector de 512×512 pix.

Quedan, es cierto, puntos por mejorar o aprender a aprovechar como, por ejemplo, el fondo local debido a la acumulación del apilado del contorno del *speckle* máximo. O la magnitud límite alcanzable debido a los problemas de seguimiento del telescopio TCS o del filtrado del derrotador en bandas rojas del WHT. Y es también un reto de la reducción de datos la utilización de estos para tener fiabilidad fotométrica de las imágenes finales.

El trabajo con un nuevo instrumento y una técnica casi revolucionaria, como es nuestro caso, consiste en un proceso de aprendizaje en el que necesitamos una amplia estadística y casos apropiados. Con el tiempo tendremos nuevos y mejores detectores y también podremos ir trabajando con estrellas calibradas fotométricas. En algún momento el control de seguimiento del telescopio pasará a hacerse con la propia estrella de recentrado y podremos determinar la estadística del fondo comparando distintas estrellas. Quizás ayude a caracterizar el *seeing*, pero sabremos la influencia del fondo en la finura resolutiva en función del número de imágenes y poder calibrar así los datos como información fotométrica.

En cualquier caso, no nos cabe duda de que FastCam es un primer paso no sólo para alcanzar el límite de resolución en tierra y una nueva forma de obtener infor-

mación estelar; también abre una nueva forma de obtener información atmosférica y parametrizar el *seeing* como función del contorno de una mancha de *speckle*.

5.2. Resultados Científicos

Hay una serie de resultados científicos y de índole astronómica que se han ido obteniendo en el transcurso de las diversas campañas de desarrollo y pruebas de FastCam en los distintos telescopios. De igual modo, hay un gran número de grupos de investigación y propuestas de observación que están explotando las capacidades que ofrece FastCam de modo directo como instrumento. No vamos a entrar en profundidad en estos proyectos, ya que muchos de ellos están en pleno desarrollo, e implican en numerosos casos trabajos de tesis doctorales de alguno de los miembros de los equipos. Por ello, mencionaré y mostraré solamente ejemplos de algunos de los resultados iniciales que fuimos obteniendo con FastCam en las primeras etapas de desarrollo y lo más relevante surgido durante las primeras pruebas en itinerancia y las diversas adaptaciones de FastCam.

5.2.1. Prototipo FastCam

Fue un éxito a pesar de que, la primera noche, en el telescopio, teníamos un verdadero caos. Ninguno estábamos muy seguros sobre cómo empezar a utilizar el sistema. El programa diseñado por el suministrador del detector no es demasiado amigable para las labores de enfoque, pruebas de ruido, fondo y demás tareas de preparación y estudio del comportamiento del sistema en telescopio. Las primeras horas se sucedían los problemas: que si la exposición es baja, la ganancia satura rápido, la multiplicación de electrones nos limita la velocidad, por debajo, etc. Además, teníamos un *seeing* de $\sim 2,5''$, y el detector de 128×128 pix no daba mucho margen para ver y estabilizar la imagen dentro del sensor.

Pero lo cierto es que, a pesar de todo ello, pudimos calcular la escala de placa, ver una binaria de magnitud 9 y menos de 1 arcsec de separación y tomar un campo del núcleo de M3, tal y como ya vimos en la sección 3.4.5.

Y aun así hay que decir que la campaña de seguimiento del siguiente año, con ese prototipo no dejó de ser un éxito y de demostrar las capacidades que tenía el instrumento, máxime cuando ya empezó a trabajar con el programa homónimo y los resultados, al menos, pre-procesados se podían empezar a ver al poco tiempo.

Uno de los primeros programas científicos de FastCam en TCS era el seguimiento de los sistemas más cercanos al Sol para determinar si realmente eran sistemas

binarios o estrellas aisladas y conseguir nuevas medidas de las parejas conocidas para mejorar los parámetros orbitales. Como referencia se usa el catálogo del consorcio RECONS (*Research Consortium on Nearby Stars*), que intenta caracterizar todos los sistemas cercanos a menos de 10 pc mediante observaciones astrométricas, fotométricas y espectroscópicas, y contiene alrededor de las 100 binarias más próximas. En la figura 5.6 tenemos unos cuantos ejemplos de binarias RECONS observadas durante los años 2006 y 2007. El resultado de este proyecto, en marcha desde entonces, ha sido el descubrimiento de nuevos compañeros a algunas de las estrellas y la determinación precisa de numerosos parámetros de los sistemas.

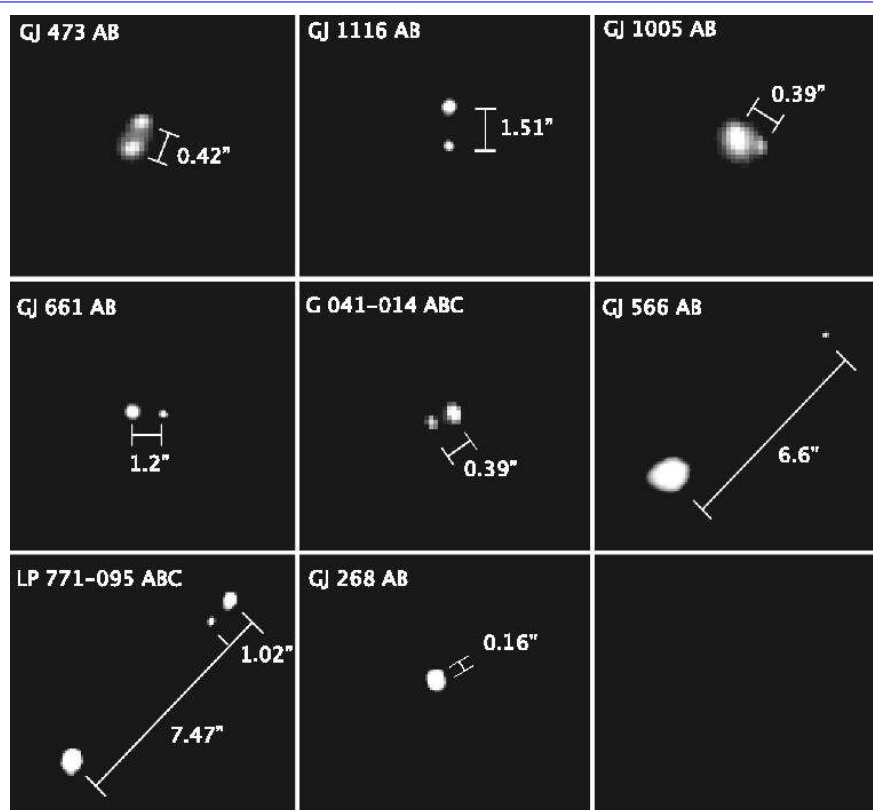


Figura 5.6: Conjunto de algunas imágenes de binarias de RECONS observadas con el prototipo de FastCam durante el periodo 2006-2007. Como ejemplo del poder resolutivo del TCS, GJ268, el último de los objetos representados, es un sistema doble formado por dos estrellas de magnitud $V=12$ que no se llegaron a individualizar, aunque sí se identifican dos posibles círculos centrados a 0,16 arcsec, al límite de resolución del telescopio TCS.

NOTA: Imagen reducida y compuesta por Jorge Andrés Pérez Prieto para su trabajo de DEA (PP07)

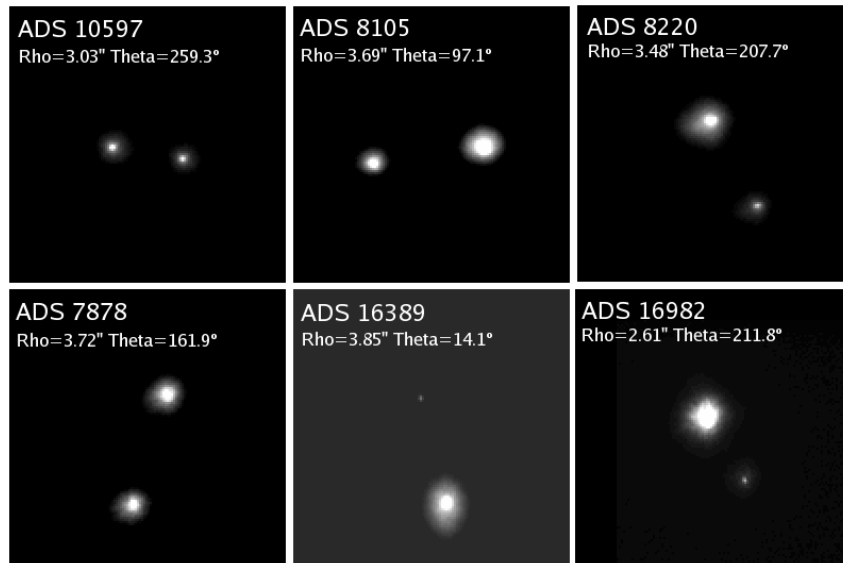


Figura 5.7: Algunas imágenes mostrando sistemas de Scardia que se usaron para medir la escala de campo de FastCam en las campañas de 2006-2007.

No es menos importante mencionar los pares de estrellas de las binarias «scardias»^(55;56) (Scardia et al. 2006, 2007), utilizadas muchas veces para calibrar la escala de campo de FastCam y que se pueden ver en la figura 5.7.

Es de notar también una estrella aislada, G099-049, tipo M, que entró en la lista de RECONS recientemente y que, aunque no se observaron compañeras con FastCam, sí se detectó una elongación de la PSF que se mantuvo durante tres campañas en TCS (Sep06, Feb07 y Abr07), variando la orientación^(PP07) (Pérez-Prieto, 2007). Esto nos hace sospechar que esta estrella tiene un compañero del que aún no tenemos claro su tipo o clase.

5.2.2. Instrumento FastCam

El primer objetivo de FastCam era el alcanzar [límite de resolución](#) de los telescopios y poder llegar a tener [límite de difracción](#) si los telescopios lo permitían.

Todavía con el montaje prototipo, ya que no había llegado el detector nuevo, en septiembre de 2007 subimos a probar el sistema de multiplexado con FPGA y la adquisición simultánea con el programa *fastcam*. Las imágenes de esa noche las recordaremos siempre. Fue la primera vez que veíamos directamente, y actualizado (tiempo real) estrellas con forma de anillos de Airy. La noche era ideal con un *seeing*

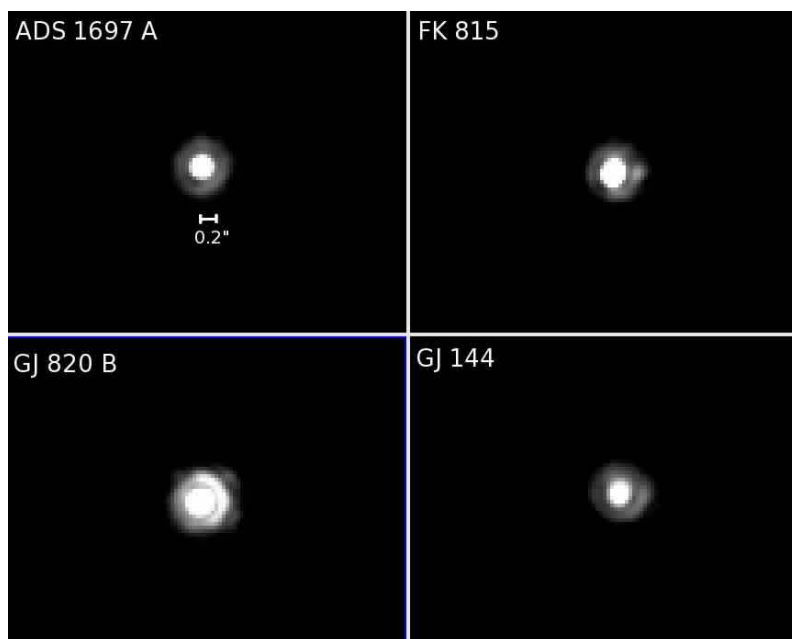


Figura 5.8: Algunas imágenes en banda I obtenidas en el telescopio TCS el 21 de septiembre de 2007. Una de las mejores noches por calidad de *seeing* y alineado del telescopio. Se observan perfectamente los anillos de Airy de las estrellas procesadas al 10 % de las mejores imágenes.

del orden de $1,2''$ e incluso mejor. El monitor de la FPGA, con el simple algoritmo interno de recentrado y acúmulo, nos mostraba estrellas al límite de difracción. Algunas de las imágenes de esa noche las mostramos en la figura 5.8.

Y, una vez probado el nuevo sistema de adquisición, nos fuimos al NOT, con el nuevo detector, en la primera semana (2 y 3) de octubre.

Esas dos noches conseguimos algunas de las mejores imágenes obtenidas nunca desde un telescopio en tierra. Hicimos un mosaico del cúmulo globular M15, que ha conducido posteriormente a una gran cantidad de estudios. Por un lado, se compararon las estrellas detectadas con las imágenes obtenidas por el *HST*, verificando que llegamos a ver las mismas estrellas, tanto en profundidad como en resolución (Ver, por ejemplo, [Nota de prensa IAC, 22/10/2007: “Un nuevo instrumento capta imágenes con una nitidez comparable a las del telescopio Hubble”](#)). También sirvieron para confirmar que se podía usar la técnica de *Lucky Imaging* para el estudio del centro de cúmulos globulares. Pero ahí no terminó el estudio: por si se pudiera obtener alguna información extra de los datos, que con el procesado estándar se nos pudiera escapar, le pedimos al Dr. José Antonio Bonet que ejecutara el algoritmo de super

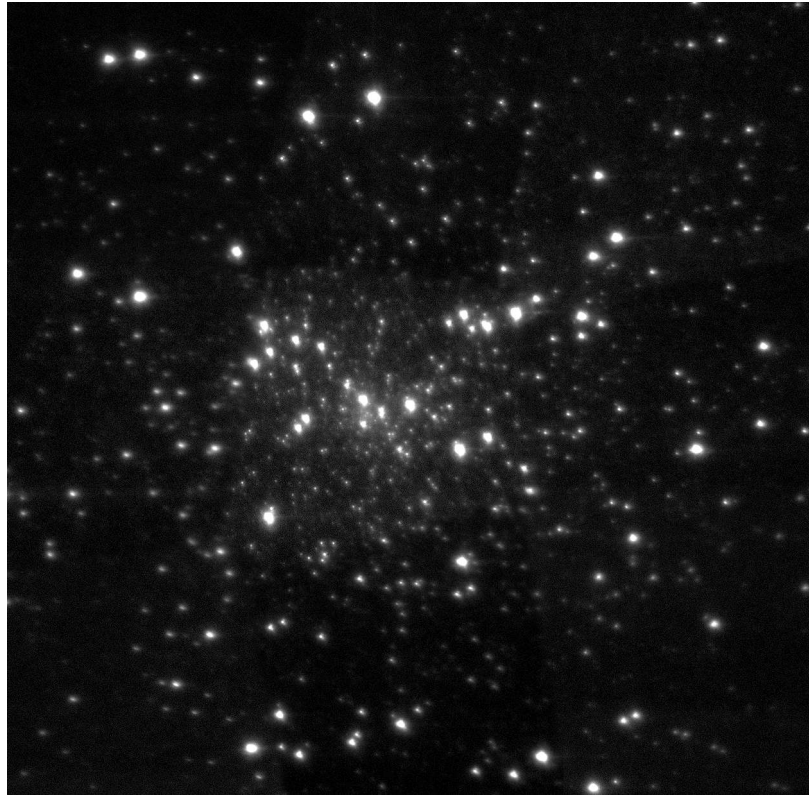
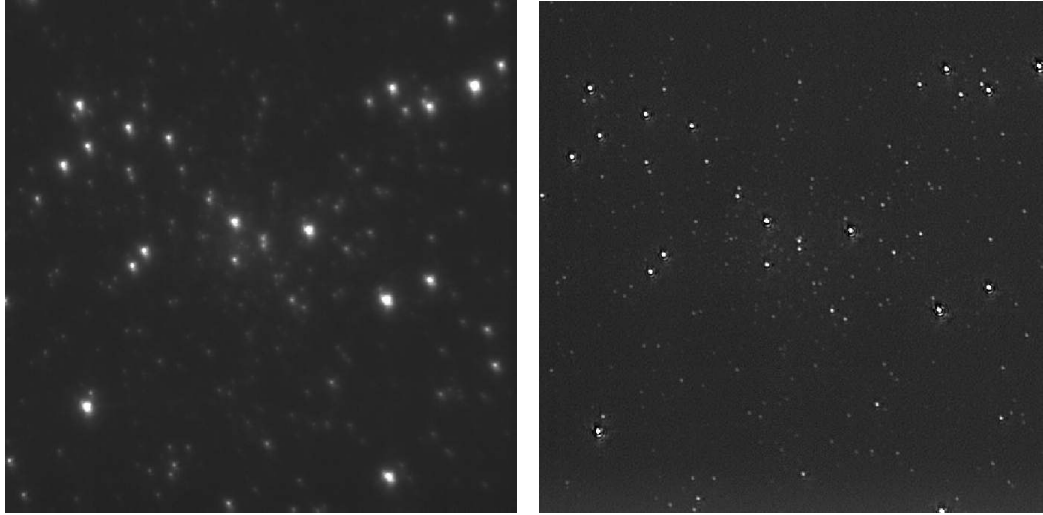


Figura 5.9: Mosaico de 3x3 del centro del cúmulo globular M15 tomado en el NOT el 2012.10.03.

resolución por *Phase Diversity* ^(BM03;BMM+04;BMM+05) (Bonet et al., 2003, 2004, 2005) a las imágenes que teníamos del cúmulo. Bonet usó, de hecho, un método mejorado: Multi-Object Multi-Frame Blind-Deconvolution (MOMFBD) ^(vRL05) (Van Noort et al., 2005) que aplican habitualmente para imágenes continuas de la fotosfera solar. Como se puede apreciar en la figura 5.10, se limpia la imagen y se afinan los perfiles de las estrellas, llegándose a distinguir los anillos de difracción de los puntos, pero no aparece ninguna estrella extra.

El procesado de *Phase Diversity* ahora con MOMFBD es usado para optimización de series de imágenes de atmósfera solar, que es activa, y que ha permitido detectar estructuras especiales todavía no explicadas en todos los casos en los espacios de intergranulado ^(SMB+04;BMS+08;SBVD10) (Bonet, Sánchez-Almeida et al., 2004, 2008, 2010) (ver también: Remolinos en el Sol: <http://www.youtube.com/watch?v=XhHsec80TXU> y Galería de Resultados IAC: Puntos brillantes magnéticos en el sol en calma.), aplicado aquí no aporta un beneficio apreciable y en realidad requiere el consumo de

muchos recursos de preparación de las secuencias y de tiempo de computación usando un computador de cálculo masivo.



(a) Imagen central de M15 procesada al 1 %. (b) Imagen central de M15 procesada con el algoritmo de deconvolución MOMFBD.

Figura 5.10: La figura (a) muestra que se ven tantas estrellas como HST, hasta magnitud $I=19$. En la figura (b) se verificó que el Algoritmo si bien resalta las estrellas y muestra la existencia de discos de Airy, no aporta ningún objeto no reconocible en la imagen de *Lucky Imaging*.

Un hecho importante de esta imagen es el hecho de que, con este método de observación, podemos individualizar muy bien las estrellas del centro del cúmulo, lo que permite hacer un seguimiento de sus órbitas. La observación individualizada de las estrellas centrales en cúmulos globulares es harto difícil, aunque resulta crucial para verificar o no la existencia de los hasta ahora escurridizos agujeros negros de masa intermedia, que se supone que se encuentran en el centro de algunos cúmulos, como M15. En la figura 5.11 se muestra la que es una buena imagen del centro del cúmulo obtenida en el telescopio NOT y cómo se ve una vez procesada por *Lucky Imaging*.

Pero no sólo M15 fue un gran resultado, la noche previa ya queríamos brindar por el éxito que supuso la primera campaña en el NOT. En la figura 5.12 se ve una captura de pantalla de la imagen de una estrella mientras analizábamos el resultado del procesado *Lucky Imaging* por el programa *fastcam* con las herramientas del paquete de reducción y procesado: IRAF. Se puede distinguir el grupo de píxeles que corresponden al corte del primer anillo de difracción. Y es que el arranque fue

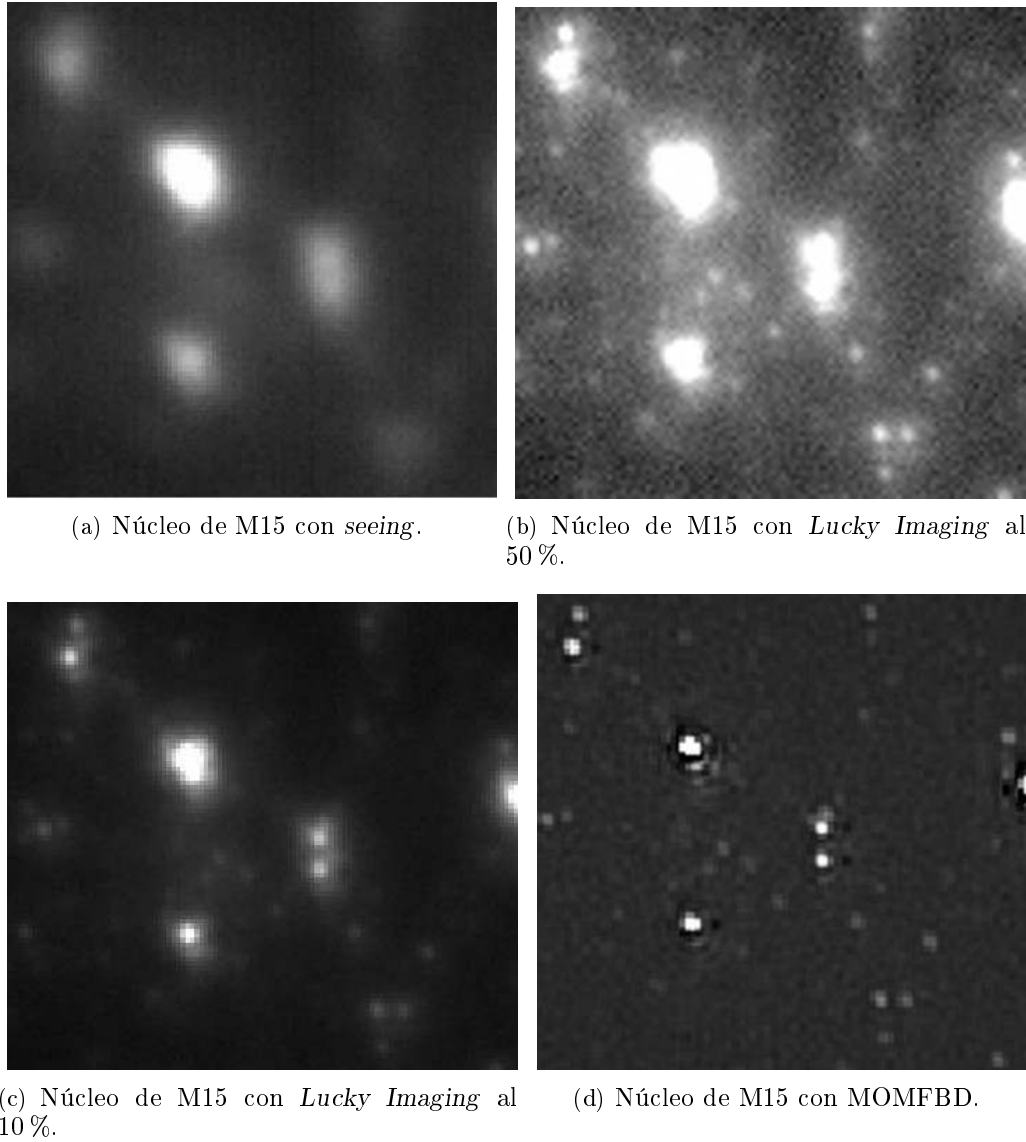


Figura 5.11: Imágenes del centro de M15. En la imagen (a) se ve el centro en condiciones buenas de *seeing*. En la imagen (b) se ve el centro procesado con *Lucky Imaging* usando el 50 % de las mejores imágenes. La imagen (c) muestra la estructura del núcleo con el 10 % de las imágenes tomadas con *Lucky Imaging*. Por último, la imagen (d) es el resultado del análisis por *Phase Diversity* de todas las imágenes tomadas.

espectacular. Era la primera vez que apuntábamos al cielo con el nuevo detector y el monitor de la FPGA nos mostraba un campo de estrellas, no como las habituales imágenes difractivas con las tres o cuatro puntas debidas a la araña del secundario, sino unos puntos rodeados de un anillito y, al ser un sistema de adición de señal, terminaban por mostrar hasta un segundo anillo, en algún caso, justo antes de saturarse y tener que «resetear» la visualización en tiempo real dada por la FPGA. Estábamos viendo el límite de difracción de un telescopio de 2,5m de abertura; ¡lo mismo que el telescopio espacial! Eran 85 mas (mili segundos de arco) con una escala de unos 26 mas/pix (últimamente denotados max).

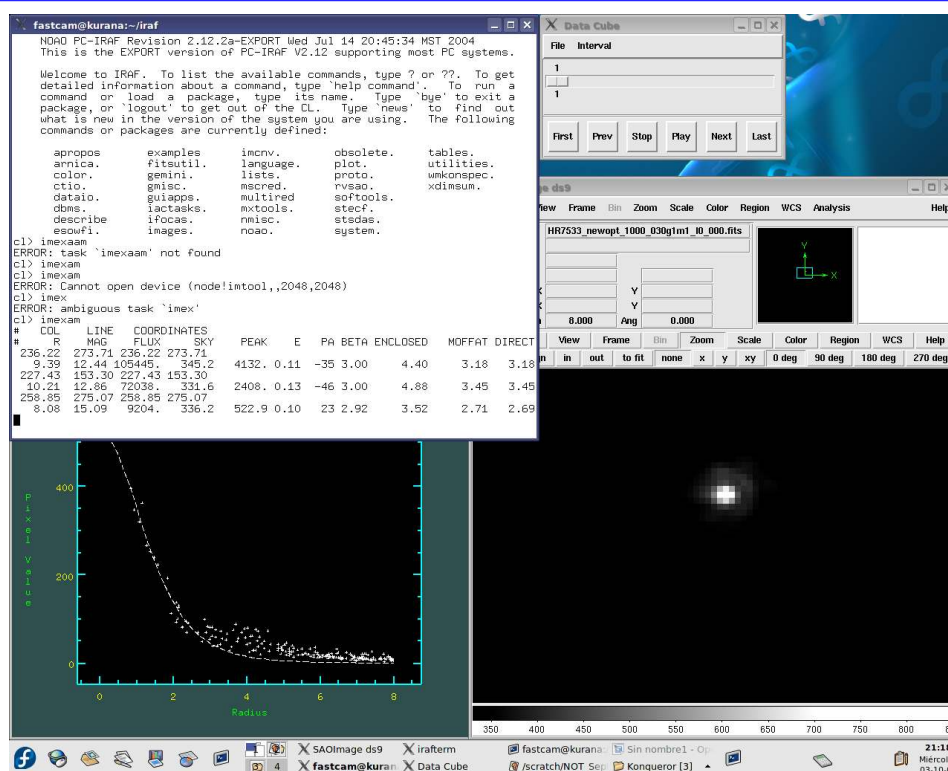
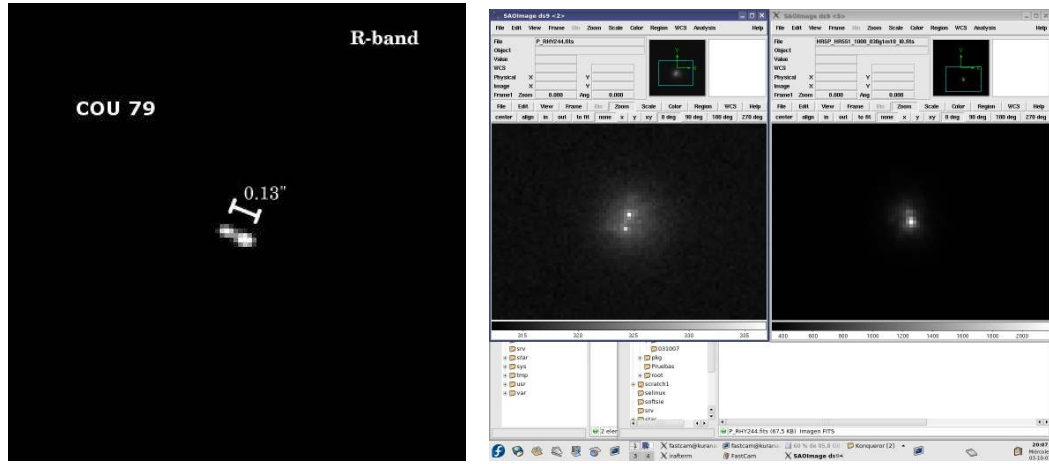


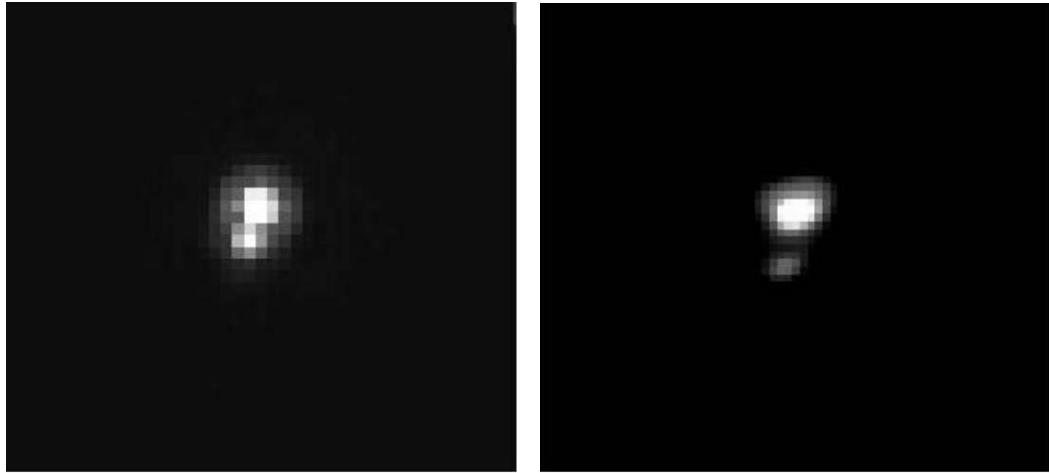
Figura 5.12: Procesado de los resultados de la imagen reducida al 10 % de la estrella HR7533 donde se aprecia el primer anillo del disco de difracción. Ya con el nuevo detector y escala de placa.

También fue emocionante confirmar la separación de la binaria COU 79 en bandas R e I separadas 130 mas figura 5.13(a); ver la comparación con HST de la binaria interferométrica LP 415-108 (RHy 244AB) de magnitud $V=15,64$ e $(I-V)=2,97$ separadas $0'',14$; o la binaria espectroscópica HR 551^(Gri81) (Griffin,1981) de la que no se conocía separación sino sólo los datos de la órbita (838 días) por determinación de

velocidades radiales a partir de espectroscopía fotoeléctrica, y de la que encontramos una separación de 0,92 arcsec (Fig. 5.13(b)).



(a) Binaria de interferometría *speckle* de la que se pretende descubrir cuáles son los parámetros de la órbita real. Sus componentes están separadas $0''.13$. (b) Captura de pantalla con las imágenes de dos binarias, la interferométrica RHy244 y la espectroscópica HR551, que resultan a 140 y 92 mas.



(c) Imagen de RHy 244AB tomada con WFPC2 en HST. Separación de $0''.14$ con escala de 46 max. (d) Imagen de RHy 244AB por FC@NOT con una escala de 32 max.

Figura 5.13: Imágenes de record de resolución con el NOT hasta $0''.92$.

Y, además, una última joya que nos dimos el lujo de capturar en NOT. Como demostración de las capacidades de resolución temporal que tiene FastCam apuntamos a la nebulosa del cangrejo. Al mismo tiempo, aprovechamos la característica de

seleccionar la ventana activa del detector que nos interesa leer y así poder aumentar la velocidad de lectura. El detector de 512×512 pix tiene una velocidad de lectura máxima para todo el detector de 35 imágenes por segundo, pero en una ventana de 128×128 pix se pueden leer hasta 450 fps. Eso nos permitía obtener una secuencia del púlsar de la nebulosa del cangrejo TauA, que gira a 30 revoluciones por segundo. En la figura 5.17 vemos dos imágenes de la secuencia con y sin el haz del púlsar.

En un par de meses terminamos de poner a punto todos los sistemas previstos para la nueva configuración de FastCam (ADC, CCD de campo, espejo para ésta y rueda de filtros). A finales de noviembre lo probamos en TCS y fuimos a WHT.

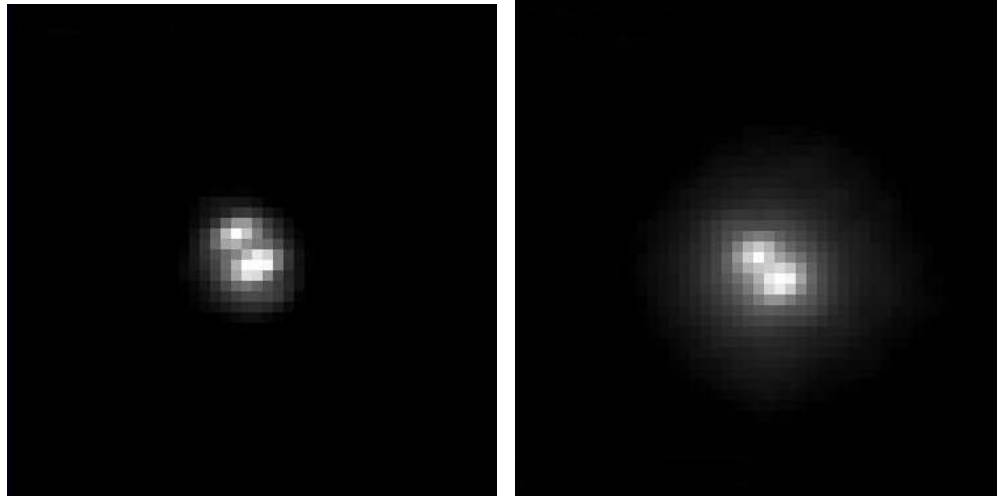
Ya comentamos en la sección 4.3.3 que no fueron unas medias noches productivas debido a que el sistema tenía ya una complejidad que no era tan fácil de manejar, a problemas con el derrotador del telescopio y a cuestiones climatológicas. Sin embargo, en la segunda noche, cuando prácticamente la dábamos por perdida, la paciencia y dedicación de Jorge Andrés Pérez, aguantando hasta la madrugada, consiguió, cuando se despejaron las nubes, las dos mejores imágenes (Fig. 5.14) en cuanto a resolución tomadas nunca en el WHT y los Observatorios de Canarias. (ver noticia oficial de ING: <http://www.ing.iac.es/PR/press/fastcam.html>), y ello a pesar del mal *seeing*. Fue la binaria interferométrica COU 292, de la que se calculaba una separación alrededor de 70 mas y que, con una escala de 19 mas/pix nos daba un valor final de $0,067 \pm 0,007$ arcsec de separación.

El siguiente paso fue llegar a GTC. Realmente no esperábamos tener ningún resultado. Íbamos a probar cómo se comportaría la técnica con una gran apertura,... y eso no pudo ser. La razón de ello no fue porque no estuvieran todos los segmentos incorporados, sino porque el cofaseo de los segmentos era inferior al límite de resolución de un segmento individual, y la mancha era muy inestable y no producía una imagen de conjunto aceptable.

No obstante fue una sorpresa el poder trabajar con los 24 segmentos individualizados todos sobre el campo del detector. Pero no fue la única, era emocionante visualizar con la FPGA cómo las perturbaciones de las distintas manchas se iban desplazando de un extremo al otro, como si un frente de perturbación fuera empujado por el viento delante de la pupila o abertura de la cúpula.

En este sentido, en la figuras 5.15(a) y 5.15(b) podemos ver dos imágenes *instantáneas* de los segmentos apuntando al sistema HD66ABC y en la figura 5.15(c) el sistema reducido.

Se puede apreciar cómo en las imágenes individuales de la secuencia aparecen de muy distinta forma las manchas captadas por cada uno de los segmentos en un



(a) FC@WHT: COU 292. Banda R.

(b) FC@WHT: COU 292. Banda I.

Figura 5.14: Imágenes de la binaria interferométrica COU 292 tomadas en bandas R e I con FastCam en el telescopio WHT el 28 de noviembre de 2007 y que constituyen la máxima resolución alcanzada con el WHT hasta la fecha con una separación de 0,067 arcsec.

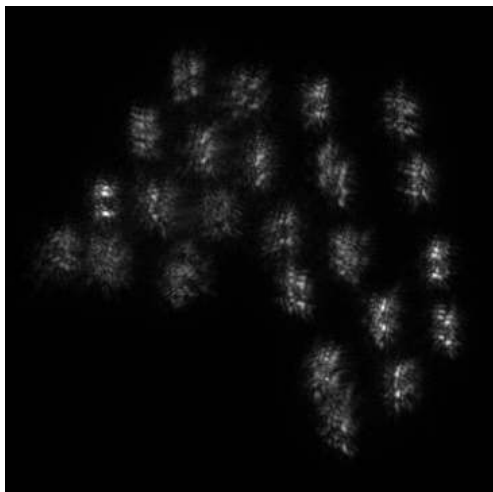
momento dado. La separación de la componente C, que es de 0,196 arcsec es la mejor resolución dada por el telescopio hasta la fecha. Nos consta que el cofaseo de los 36 espejos está ya mejor que eso pero, al no disponer de instrumentos que requieran o puedan visualizarlo, ese valor de resolución no se ha vuelto a reportar.

Cada uno de los espejos equivale a una abertura en torno a 1,8 m de diámetro (ap=1650 mm r=1900 mm), capaz por tanto de aportar una resolución teórica de 119 mas en banda I.

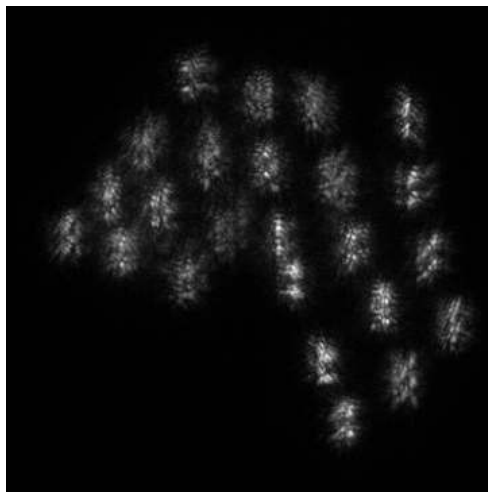
5.2.3. Binarias

Aunque comenté que no iba a entrar en los trabajos científicos que se realizan con FastCam, ya que implican otras investigaciones específicas, sí es de recibo explicar más en profundidad algunos temas que justifican plenamente que se haya realizado FastCam y que lo hayamos estado usando en multitud de campañas, y no sólo para probarlo o lucirlo.

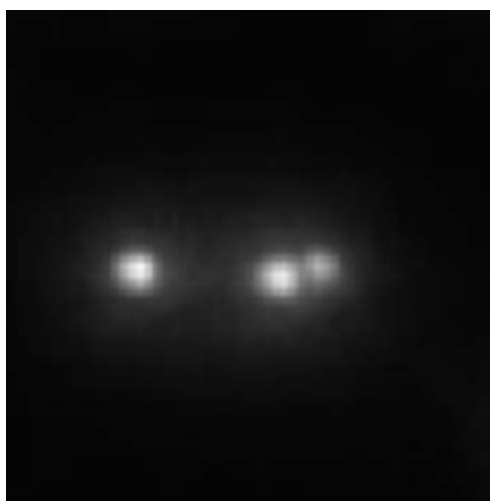
No cabe duda de que una de las capacidades de un sistema como FastCam es la astrométrica y por tanto el discernir las componentes de estrellas binarias. Ya hemos mencionado algunas de las binarias interferométricas y espectroscópicas que no estaban resueltas y que, por ello, las observamos con los telescopios apropiados



(a) FC@GTC: HU 66ABc. Imagen individual de la captura.



(b) FC@GTC: HU 66ABc. Imagen individual de la captura.



(c) FC@GTC: HU 66ABc. Imagen procesada.

Figura 5.15: Imágenes del sistema múltiple HU 66ABC. Separaciones de $0,196''$, y $0,906''$ obtenidas en GTC el 2 de junio de 2008 y que constituyen la máxima resolución alcanzada con GTC hasta ahora.

para poder llegar a resolverlas. HR 551 en NOT y COU 292 en WHT son ejemplos de ello. Pero hay más razones o proyectos de interés en binarias, como encontrar compañeras poco brillantes, como pueden ser enanas marrones. En el apéndice D están, entre otros, las comunicaciones IV.e y IV.d que presentan las distintas técnicas que hemos desarrollado con FastCam para dar ese paso más.

5.2.4. Seguimientos

Uno de los trabajos más importantes que podemos asignar a FastCam, sobre todo en su versión estable en el Telescopio Carlos Sánchez, es el de los *apuntados rutinarios*. Estos trabajos son los que requieren de un seguimiento periódico y prolongado en el tiempo de algunos sistemas con el fin, por ejemplo, de determinar la órbita de una binaria o comprobar la influencia temporal de un agujero negro.

Otro de estos programas que requieren de numerosas observaciones es el de búsqueda de binarias entre una larga lista de candidatos. En este caso pueden ser, de nuevo, estrellas que, por tener períodos muy largos/cortos, no se han conseguido resolver, o sistemas en los que se espera que puedan surgir compañeras enanas oscuras.

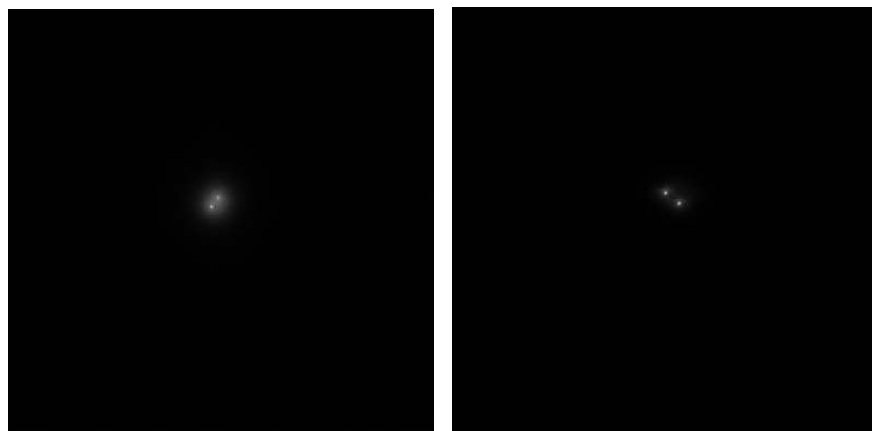
La figura 5.16 muestra los datos obtenidos en el seguimiento de la estrella binaria Wolf 424 con una separación de $0,42''$ y catalogada como GJ 473AB (Gliese-Jahreiß).

A este respecto, hay unos cuantos catálogos de candidatos, tanto para búsquedas como para determinación de órbitas:

RECONS (Research Consortium On Nearby Stars) son las 100 binarias mas próximas contándolas en $10 pc$ (32,616 años-luz)³.

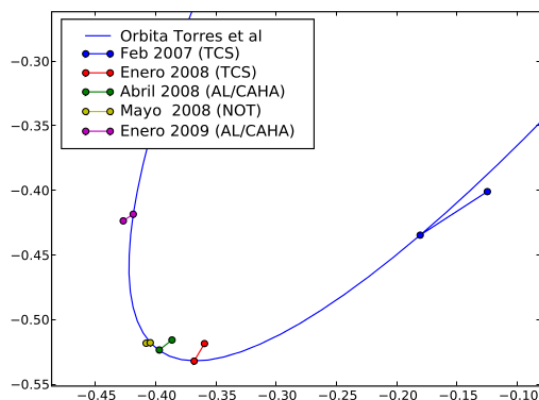
Scardias Un equipo de astrofísicos europeos, entre los que se encuentra el italiano M. Scardia y el británico R. W. Argyle, presentaron mediciones astrométricas de binarias visuales durante el primer semestre de 2007. Para ello usaron la cámara de Interferometría Speckle Pupil (PISCO) sobre un telescopio Zeiss de 1,02 metros de diámetro situado en el observatorio de Brena en Merate (Italia). La muestra de binarias contiene dobles orbitales así como binarias cuyo movimiento orbital aún es incierto. Obtuvieron 226 nuevas mediciones de 214 objetos, con separaciones angulares entre 0,15 y 4,5 segundos de arco. La precisión media de las mediciones es de $0,013 asec$. Los astrofísicos también presentaron nuevas órbitas para tres de las binarias.

³Un parsec es la distancia a la que un objeto muestra un paralaje de un segundo de arco respecto al fondo fijo de estrellas. El paralaje se refiere a la distancia Tierra-Sol (1 AU, unidad astronómica).



(a) GJ473 en TCS.

(b) GJ473 en NOT.

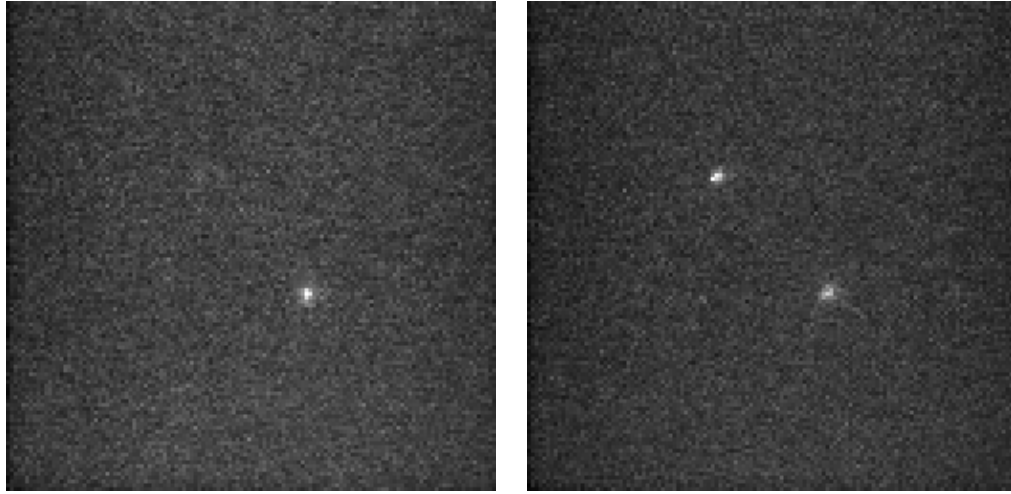


(c) Detalle del ajuste de la órbita de GJ473.

Figura 5.16: Imágenes del seguimiento de la binaria GJ 473 (Wolf 424) tomadas en distintas épocas con diferentes separaciones y en los telescopios TCS y NOT. También se muestra el detalle de la órbita que ajusta a estas posiciones, teniendo en cuenta además otras observaciones realizadas dentro de la campaña de seguimiento.

Gliese (Catálogo Gliese de estrellas cercanas) Se referencia como el catálogo moderno de estrellas localizadas en 25 pcs (81,54 años-luz) de la Tierra. El catálogo Gliese (posteriormente Gliese-Jahreiß) pretendía hacer un listado de todos los sistemas estelares en 20 pc (65 años-luz) de la Tierra ordenados por ascensión recta. La última edición cubre ya los 25 parsecs.

WDS El Washington Double Star Catalog, mantenido por el Observatorio Naval de Estados Unidos, es la principal base de datos mundial de información astrométrica de estrellas dobles y múltiples. El catálogo contiene las posiciones



(a) Estrella Tau A que se ve sobre la nebulosa del cangrejo.

(b) Pulsar central de la nebulosa del cangrejo junto a Tau A.

Figura 5.17: En la secuencia de imágenes, tomadas cada 10 ms , aparece alternativamente el flash del pulsar central de la nebulosa del cangrejo, que se puede ver cada 33 ms .

(J2000), designaciones, descubridor, épocas, ángulos de posición, separaciones, magnitudes, tipos espectrales, movimientos propios y, cuando estén disponibles, los números Durchmusterung (DM) y notas para los componentes de 103 861 sistemas basados en 750 563 medidas.

Finalmente, otro punto de los seguimientos es la determinación en núcleos de cúmulos globulares o sistemas agrupados de un centro gravitatorio y, en su caso, precisar si hay un objeto allí o no.

5.2.5. Resolución

Cuando hablamos de resolución o resolución máxima alcanzada por FastCam estamos en realidad jugando con los conceptos de límite de difracción y resolución. En TCS y NOT hemos visto incluso de modo habitual discos de Airy o discos de difracción. Eso prueba que, para dos estrellas de igual magnitud separadas $1,22\lambda/D$, alcanzamos la máxima resolución del telescopio, aunque realmente no hayamos conseguido encontrar estrellas en tales condiciones; esto no pasó con WHT, o GTC obviamente.

Otra cuestión distinta, sin embargo, es la resolución temporal que ofrecen los detectores rápidos EMCCD, L3CCD o los últimos sCMOS.

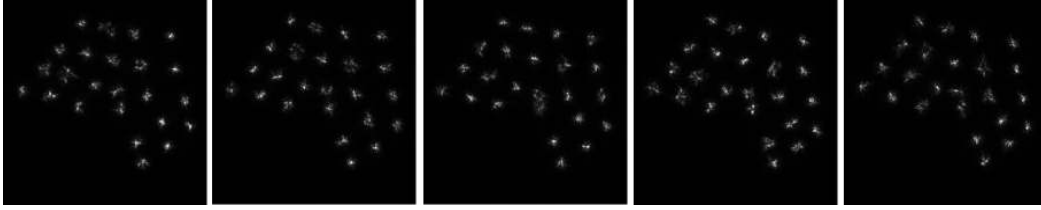


Figura 5.18: Imágenes extraídas de una secuencia tomada con los segmentos de GTC realineados dentro del campo del detector.

La figura 5.17 muestra dos imágenes de una secuencia en la que apuntamos a la nebulosa del Cangrejo en la constelación de Tauro. La estrella de referencia es Taurus A, y la que aparece y desaparece con una frecuencia constante es una estrella de neutrones que se calcula que tiene unos 25 km de diámetro, con una masa estimada entre 1,4 y 2 masas solares, rotando 30 veces por segundo, haciendo que uno de sus polos magnéticos apunte hacia nosotros con esa frecuencia. Es el púlsar central de la nebulosa que se denomina PSR0531+121.

La resolución temporal también nos permite analizar los cubos de datos como si fueran una película, y por ello algunos de los tomados en GTC muestran cómo la deformación va variando a lo ancho de la pupila cuando reordenamos los segmentos individuales. Esto se puede observar en la figura 5.18, donde se aprecia el movimiento de las deformaciones a lo largo de la pupila en las imágenes consecutivas.

Con esto vemos claramente que FastCam no solamente es un instrumento sumamente útil para lograr resoluciones espaciales sin precedentes, sino que tiene también la vertiente de conseguir resoluciones temporales realmente notables, lo que es crucial para otros proyectos científicos.

5.2.6. Fotometría

Uno de los puntos débiles de FastCam y el método de *Lucky Imaging* es la fotometría. A pesar de que los resultados astrométricos que obtenemos son fantásticos, y aunque llevamos trabajando en este asunto desde el primer momento, no disponemos de una fórmula ideal para tratar las imágenes desde el punto de vista fotométrico. Los avances que hemos hecho en este campo son abundantes, y la fotometría que obtenemos es bastante buena, pero todavía nos falta un punto para llegar a que sea óptima, y poder defenderla como sistema de medida válido.

El problema real estriba no tanto en que seleccionamos sólo las mejores imágenes (en principio cada una de ellas debiera tener la información fotométrica proporcional),

sino más en que el afinamiento del lóbulo central reduce la precisión del ancho del fondo. Se requiere un estudio estadístico con muchas estrellas fotométricas donde en distintas condiciones de *seeing* se pueda llegar a [límite de difracción](#), o a un ancho por determinar. Y a partir de esos datos estudiar cuál es el ancho del fondo y el ancho al que equivale en la mancha total ya filtrada, a distintos porcentajes, en función de la fotometría conocida. De ahí se podría concluir dónde medir el ancho astrométrico y dónde el ancho fotométrico, de modo que, dada una imagen de la que sabemos el porcentaje de imágenes afortunadas, podamos determinar el brillo de los objetos midiendo un cierto valor del fondo.

Probablemente alguno de los futuros trabajos observacionales con FastCam podrá elaborar un estudio en este sentido y descubrir si existe una correlación fotométrica, y en qué forma, de los datos obtenidos por FastCam con respecto a una (muchas) referencia fotométrica estelar.

Otra cuestión fotométrica surge de los planteamientos de uso de FastCam con un sistema multisegmento o con divisor de pupila en grandes aberturas. Está claro, y lo hemos comprobado en GTC, que, cuando correlamos las imágenes de los distintos segmentos y sumamos las imágenes reducidas, alcanzamos mucha más profundidad que con un segmento solo, aunque nos quedamos con la resolución máxima de cada uno de los segmentos. Esto tiene importancia no sólo para astrometría de cielo profundo, sino para la determinación fotométrica de los débiles objetos resueltos.

Una solución que encontré para el caso de los sistemas multipupila fue la posibilidad de colocar un divisor (pirámide especular) en la posición de la imagen de pupila generada por un colimador de modo que para GTC, por ejemplo, dividimos el hexágono que forman los segmentos del primario en seis «porciones» pseudo-triangulares dirigiendo cada una hacia una cámara que la enfoque en un detector distinto, obteniendo seis telescopios individuales pero con el mismo campo. La resolución será la de cada «porción», la energía la suma de las seis, es decir, la de la abertura completa del telescopio (ver las secciones [6.1](#) y [6.3.1](#)).

Finalmente, otra forma de enfrentar el problema fotométrico es el puramente comparativo. No siempre será posible, pero en los casos en que se tenga un campo astrométrico con FastCam en el que aparezca un objeto que podamos comparar directamente con alguna imagen fotométrica válida y usar como referencia, el valor fotométrico podrá ser extrapolado a las estrellas desconocidas.

O, en situaciones todavía más afortunadas en que tengamos referencias de foto-

metría en el espacio, se podrán comparar directamente. Es el caso que hemos visto con M15 en NOT. Existen datos de todas las estrellas observadas medidas por el telescopio espacial Hubble, de modo que sabemos que las estrellas más débiles detectadas en dicho cúmulo con NOT son de magnitud 19, pues son las mismas detectadas con HST.

No quiero dejar de mencionar el método clásico. Evidentemente, aunque no puede ser aplicado a todas las estrellas ya que se pierde resolución, la técnica de *Lucky Imaging* siempre tiene la opción de sumar el 100 % de las imágenes tomadas. Ello supone ya una mejora, al eliminar la componente de *movimiento de imagen* del *seeing*, y la fotometría clásica, en este caso, es perfectamente válida.

5.3. Interpretación y análisis

A pesar de que es un tema en el que no profundizaré, ya que cada programa científico dispone de expertos que interpretan y analizan los datos obtenidos, sí que me gustaría destacar algunos puntos. En primer lugar, es obligado mencionar el haber podido hacer observaciones con el NOT equivalentes a las del telescopio espacial HST, que con la misma abertura tienen la misma resolución. Una prueba de esto son las comparaciones ya mostradas en las que, fotométricamente, vemos las mismas estrellas que HST en M15 y, con un mejor muestreo, resolvemos perfectamente el sistema RHy 244AB. Desde el punto de vista científico, hemos tardado más de lo normal en producir los resultados, pero ello se debía a la falta de definición del proceso de reducción de datos y a las pruebas que hemos tenido que ir haciendo, además de ir verificando muy bien todos los pasos. Por supuesto, no ganamos en tiempo de integración al HST pero, dado que es tiempo de observación mucho más barato y accesible, resulta mucho más rentable en este campo el uso de técnicas de *Lucky Imaging* con un instrumento apropiado que acceder a usar tiempos del telescopio Hubble.

El inconveniente, tal y como hemos visto en la sección 5.2.6, es que no tenemos fotometría con una precisión extremadamente alta todavía con FastCam y *Lucky Imaging*.

La técnica de *Lucky Imaging* ha demostrado ser mayor de edad; estar a un nivel equiparable a las técnicas de astrometría clásicas consiguiendo exprimir al máximo las posibilidades de, al menos, los telescopios de tamaño intermedio y de los que hay muchos y por tanto muy aprovechables para trabajos de alta resolución. Además, hemos comprobado que no tenemos los límites de otras técnicas de alta resolución

como la Óptica Adaptativa y el ángulo isoplanático. Los pasos siguientes a dar deberán encaminarse hacia mayores detectores y mayores telescopios, a instrumentos más complejos y a conseguir un procesado que mejore las capacidades fotométricas de este tipo de observaciones. Personalmente, no me cabe duda de que el futuro de la detección astronómica, al menos desde tierra, se hará con procesado de imágenes sobremuestreando las perturbaciones atmosféricas y optimizando el recentrado y suma de imágenes afortunadas. Mejores detectores, mayores velocidades de lectura, mayor amplificación, menor ruido, rangos dinámicos mayores y posiblemente variables, exposiciones diferenciales sobre el mismo detector, respuestas selectivas por píxeles o ventanas, etc. Todo como mejora de las capacidades de obtener y optimizar información a partir de la luz que nos llega de las estrellas.

5.4. Trabajos en curso

El proyecto sigue vivo. No sólo porque nosotros continuamos desarrollando capacidades a partir del sistema base. Los científicos son conscientes de las posibilidades del instrumento y de lo que puede aportar. Basta echar una ojeada a las observaciones en curso y a algunas de las propuestas de tiempo para el uso de FastCam en TCS.

5.4.1. Propuestas habituales para uso de FastCam y WIDE-FastCam

Dentro de los principales programas de investigación que están en marcha, los de seguimiento, que están incluidos en el programa de observaciones rutinarias en noches de servicio, son las tareas fijas que siempre absorben parte del tiempo de observación. Entre ellos:

- Estudios dinámicos de las estrellas en los núcleos de cúmulos globulares para investigar la existencia de agujeros negros de masas intermedias entre 100 y 1000 veces la masa del Sol.
- Estudios dinámicos de sistemas binarios cercanos al Sol ($d < 20$ pc) para determinar parámetros orbitales y las masas de las componentes. Con FastCam es posible resolver, a una distancia de 10 pc, sistemas de igual masa que estén separados la distancia Sol-Tierra (1 au) y, por tanto, determinar en el plazo de un año los parámetros orbitales con precisión.

- Estudios de la multiplicidad de estrellas en cúmulos y de la relación masa-luminosidad a diversas edades o estados evolutivos.

Hay otros programas científicos que se pueden llevar a cabo con FastCam, dado que el instrumento permite ofrecer observaciones competitivas en múltiples campos de la Astronomía. No obstante, los usuarios marcan el uso principal que se le da al instrumento de uso común en TCS. Las propuestas más actuales y las peticiones de tiempo de observación con FastCam y WIDE-FastCam completan un amplio rango de intereses:

Ocultaciones de estrellas por asteroides.

Ofrece datos fundamentales sobre posibles atmósferas en los asteroides, así como sobre su tamaño.

Estudio de destellos de impacto en la Luna a bajas energías (WIDE-FC).

Busca encontrar la distribución de impactos de meteoroides en la Luna en función de su energía de colisión.

Mediciones astrométricas y fotométricas de estrellas binarias visuales.

Pretende determinar las masas de estrellas en sistemas binarios a partir de datos medidos con gran precisión de sus parámetros orbitales. El objetivo es ampliar la estadística para mejorar los conocimientos de la formación y evolución estelar.

Búsqueda y confirmación de binarias enanas M a partir de la muestra CARMENES.

Justamente verificar si las binarias M encontradas con CARMENES (búsqueda de planetas rocosos con el telescopio 3,5m de Calar Alto) forman sistemas ligados para caracterizar el instrumento CARMENES.

Seguimiento fotométrico de candidatos a enanas marrones de la muestra MARVELS.

Trata de encontrar compañeros débiles en seguimientos de larga duración.

Validación de un planeta circumbinario alrededor de YY Gem.

Se quieren conseguir imágenes de alta resolución y alto contraste para excluir posibles compañeros estelares.

Seguimiento de objetivos de Kepler.

Seguimientos de 30 objetos Kepler para reducir el número de binarias.

Órbitas de sistemas binarios cercanos de baja masa.

Se quieren determinar las masas y la abundancia de sistemas binarios de baja masa (estrellas tipo M).

Búsqueda de rayos en Venus y otros planetas del Sistema Solar.

Intenta aprovechar la sensibilidad y capacidad temporal de FastCam para determinar la cuestión de si hay o no rayos en la atmósfera venusina.

Estudio de si las compañeras invisibles de estrellas A son la fuente de la misteriosa emisión en rayos X.

Curvas de luz de enanas pulsantes ultrafrías.

Se trata de conocer la correlación entre los datos temporales de enanas pulsantes con otros obtenidos.

Prácticas de los estudiantes de la universidad de Aarhus.

Observaron: GRBs, cometas, trans-neptunianos, supernovas, estrellas pulsantes y binarias eclipsantes, diagramas HR y cúmulos de estrellas, tránsitos de exoplanetas, imagen de alta resolución de campos poblados.

Compañeras en Sigma Orionis.

Obtener imágenes de alta resolución para combinar con otros obtenidos con AO en bandas J y H.

Parejas de enanas marrones.

Verificar sistemas con enanas marrones que se han detectado con AO en grandes telescopios.

Comparación con los datos sismológicos.

Binarias de baja masa.

Binarias de rayos X persistentes.

Seguimiento de la variabilidad del pulsar y determinar las inestabilidades del ritmo de acreción.

Binarias de rayos X transitorias con agujero negro.

Seguimiento en NIR de la variabilidad por *flares* (fulguraciones) y QPOs (Quasi-Periodic Oscillations).

Búsqueda de planetas rocosos transitantes alrededor de binarias enanas M (WIDE-FC).

Búsqueda fotométrica de súper-Tierras transitantes en zona habitable para estrellas de poca masa.

RECONS Programa RECONS de las estrellas más cercanas al Sol para corroborar objetos, masas y órbitas.

TYCHO

Programa Multiplicidad de objetos TYCHO.

Hiades.

Las Híades están a 45 pc y resolver una binaria a 0.3 arcsec supone un semieje de la órbita de 15 AU, y un periodo orbital que podríamos determinar con observaciones esparcidas en un par de años.

Sistema Acretante púlsar + estrella tipo A.

Se pretende medir el desplazamiento «Doppler» de los pulsos y su eco a 0,8065 Hz en la materia acretante desde la estrella tipo A.

Estudio de binarias entre estrellas M con separaciones de menos de 1 segundo de arco descubiertas con HST.

Asteroides y cometas dentro del Sistema Solar.

Estudios de formación y dinámica estelar.

Chorros o *Jets* en estrellas T Tauri.

Enanas marrones jóvenes.

Estudios extragalácticos de alta resolución: Cuásares, AGNs (Active Galaxy Nuclei), etc. (siempre que tengan un núcleo suficientemente brillante de hasta mag 15 [medida en el telescopio NOT, será menor en TCS] para asegurar que la técnica funciona).

Nebulosas planetarias.

Todos estos trabajos demuestran la vitalidad y versatilidad de FastCam como instrumento de uso común y ocupando una gran parte del tiempo dedicado de observaciones en TCS. En cuanto se pueda poner a punto la comunicación del programa

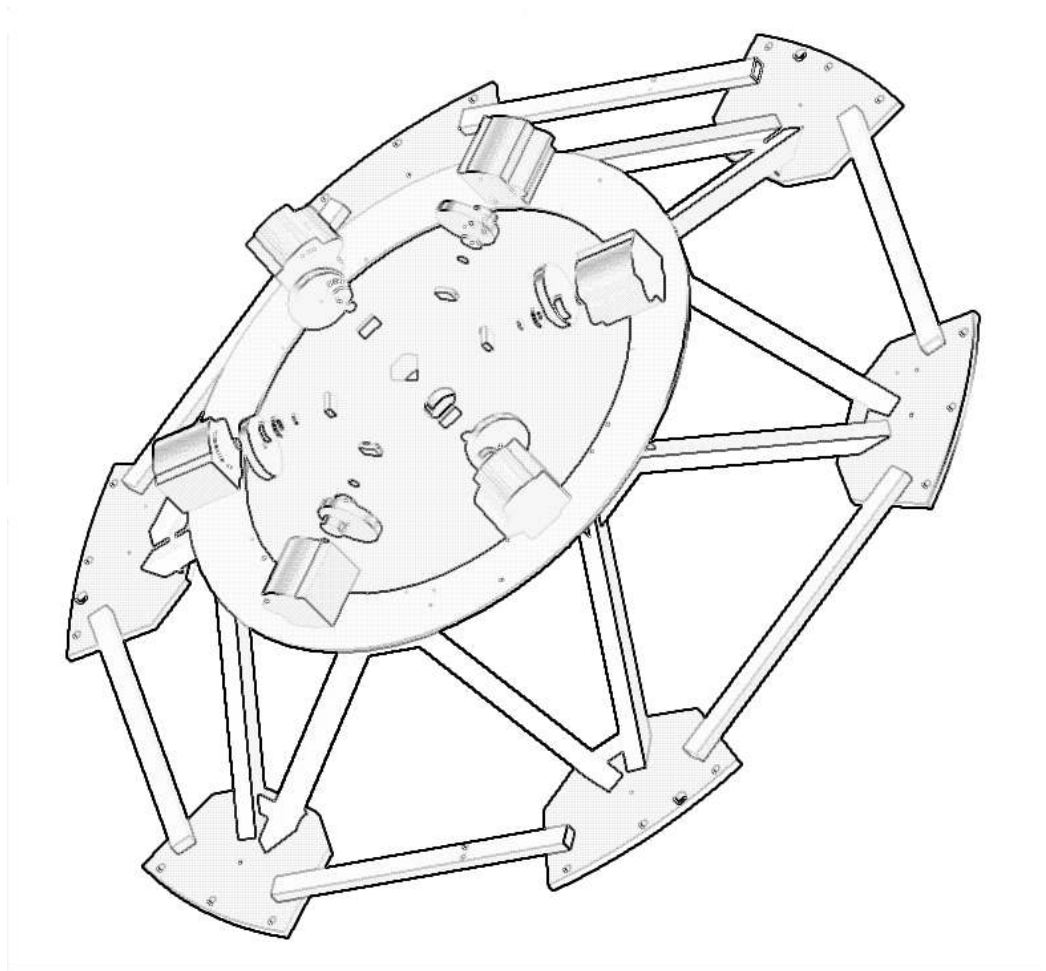
fastcam con el sistema de control del telescopio se podrá ampliar además el rango de trabajo y aprovechamiento de las capacidades del instrumento, ya que se eliminará la barrera que constituye el dicroico que refleja el haz de ciencia en longitudes de onda rojas e infrarrojas y transmite al detector de guiado las bandas de longitudes de onda inferiores, eliminándolas de la observación científica. Si, además, se consigue implementar el sistema de control del espejo en posición del dicroico, se podrán hacer barridos de campo sin mover el telescopio.

6

La Consecuencia

*La vida es aquello que te va sucediendo mientras
te empeñas en hacer otros planes.*

John Lennon



Teníamos FastCam funcionando y con tiempos concedidos en varios telescopios de modo que el programa científico base siguiera funcionando. Pero, además, el instrumento se ofreció a la comunidad para que se pudiese emplear para cualquier otro uso científico que pudiese surgir.

Y resultó un éxito. Al principio, los tiempos se pedían compartidos o se solicitaba al equipo científico de FastCam que observaran determinados objetos en diferentes configuraciones. Pero, poco a poco, se iba generalizando el uso de FastCam entre los astrónomos (ver sección de resultados científicos: 5.2), y no sólo para observación de binarias, sino que se comenzaron a observar incluso objetos extensos, como galaxias. En este último caso, y dado que el algoritmo de selección y recentrado no está diseñado para objetos extensos, no se ha generalizado su uso, pero nos consta que, en algún caso, se han adquirido los cubos de datos y han sido procesados con otros programas de reducción para obtener un mejor aprovechamiento. Incluso ha habido interés en el estudio del «santo grial» de la Astrofísica hoy en día: los planetas extrasolares. También hubo un cierto interés en la utilización para el estudio de los planetas del Sistema Solar.

Cuando describimos el desarrollo del proyecto FastCam hablábamos de las mejoras y adaptaciones que fuimos capaces de hacerle al instrumento como tal para enriquecerlo en sí mismo y aprovecharlo en otros telescopios y otras condiciones de trabajo. Igualmente, cuando explicamos los resultados vimos las capacidades en distintos ámbitos que nos aporta FastCam. Y lo mejor de todo es que consiste en un instrumento «marca de la casa», es decir, que el desarrollo y las capacidades que lo han convertido en un instrumento de uso común en el TCS y de usuario como *itinerante* en NOT y en WHT han sido ideadas e implementadas por el equipo que constituyó FastCam con una filosofía clara de crear un instrumento que pudiera funcionar, hacerlo rápido, de modo adaptable y competitivo. Todo ello sin tener que sufrir las consabidas etapas de un proyecto y la tiranía de una gestión de proyecto e ingeniería de sistemas. Todos hacíamos de todo para que el instrumento fuera siempre adelante. Ése fue nuestro sello y eso fue lo que generó tantas ideas de innovación y nuevos desarrollos que casi nos superaron.

6.1. Evolución

No cabe duda de que FastCam se ha convertido en un éxito. Es un éxito como instrumento en sí: plazos, logros, equipo, etc. Pero también es un éxito porque ha demostrado con qué sencillez se alcanza la resolución extrema del espacio. Ha resul-

tado, además, en un instrumento completo y básico, que define un trabajo de equipo particular y «marca de la casa», como ya he mencionado antes. A pesar de no ser el primer instrumento de *Lucky Imaging* con resultados en telescopio, sí ha sido el primero en aplicación astronómica y con resultados científicos, no sólo como mera consecuencia de una técnica. Ha demostrado la viabilidad de ésta y su aplicabilidad astrométrica, en principio, pero con estudios de sus capacidades en fotometría e incluso resolución temporal. Es, como digo, un instrumento que define una nueva línea instrumental y científica a explotar y que ha sido ideado y desarrollado por nosotros. A pesar de ello, todavía no ha tenido toda la repercusión que en sí significa, quizás por nuestra culpa, quizás por no haber sabido trasladar los resultados a la comunidad con la celeridad que requería. Los logros científicos se han querido explotar y hacer un seguimiento de distintas estructuras que muestren sus capacidades. [Núcleo de M15 \(Sec. 5.2.2\)](#), [Órbita de Wolf 424 \(Sec. 5.2.4\)](#),... Pero, sobre todo, lo que no nos ha dejado centrarnos en el éxito intrínseco de las capacidades resolutivas de FastCam son los “*spin-off*” que han venido a ocupar el desarrollo del sistema.

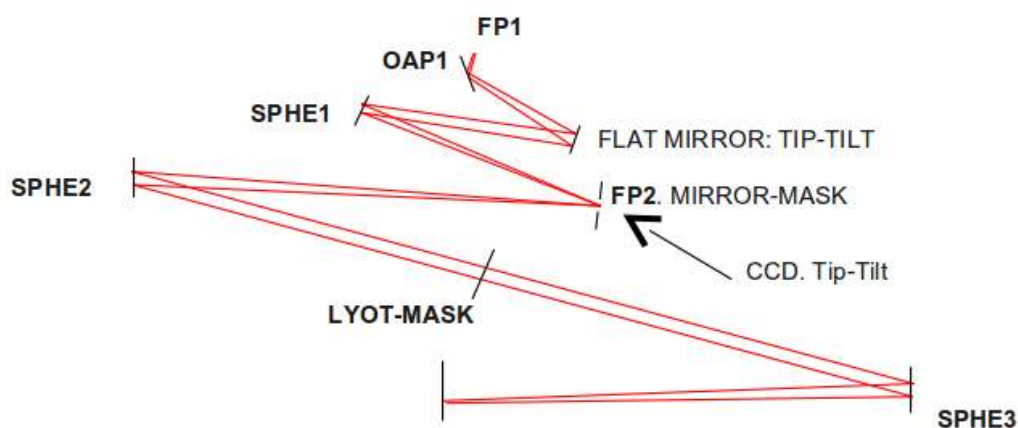


Figura 6.1: Esquema de un sistema de coronografía con AO.

Casi desde el principio nos planteamos poder adaptar un sistema de coronografía aplicando los conocimientos adquiridos en la técnica de *Lucky Imaging*. Para ello, hemos estudiado las posibilidades de hacer coronografía mediante dos métodos: ocultación (apodización) o reflexión. En el primer caso tapamos literalmente la imagen de la estrella central en el detector, anulándola, reduciendo su luminosidad o reflejándola hacia otro detector y entonces analizamos la imagen en busca de alguna compañera o planeta. De estas variaciones, la que más se acomoda a la técnica de *Lucky Imaging* es el apantallamiento de luminosidad, ya que permitiría observar simultáneamente

ambos objetos. El problema que surge con este método es el control de luminosidad y los posibles rangos de variabilidad. En caso de recurrir a coronografía de reflexión, donde la luz de la estrella principal se deja pasar a un detector que, además, la usa como objeto para guiado y corrección de *Lucky Imaging* o AO, de primer orden (TT) al menos, la luz reflejada alrededor del objeto principal se conduce a un segundo detector multiplexado con el primero (si hay corrección de *Lucky Imaging*) o con un análisis de *Lucky Imaging* independiente, pero ambos con índice de secuencia o simultaneidad de imagen para poder definir las posiciones relativas.

En cualquier caso, para poder hacer coronografía pensamos en un sistema de reimaginación y escalado que permita la manipulación de las dimensiones de la imagen y, por tanto, una reducción del campo de observación. Esto no debería ser problema ya que, en principio, tal sistema se aplicaría a objetos previamente seleccionados como candidatos.

Simultáneamente a este posible diseño de un sistema completo con coronografía surgió la opción de utilizar un sistema de Óptica Adaptativa para reducir parte de los problemas atmosféricos y aumentar al mismo tiempo la ganancia de imágenes válidas. De este modo se reduciría el tiempo de observación necesario para alcanzar una mayor profundidad fotométrica, manteniendo la resolución espacial extrema.

Otra de las posibilidades que había venido siendo una lucha desde el principio es la ampliación del campo de observación. Tenemos límites teóricos a este problema, como es el ángulo **isoplanático** que nos dice que la atmósfera tiene una extensión límite alrededor de un punto en la que se comporta de un modo que podamos suponer homogéneo. Por tanto, recurrir a sistemas de AO que estabilicen el campo lo suficiente como para poder aplicar sobre él la técnica de *Lucky Imaging* era casi obligatorio. Por desgracia, aun así nos faltan detectores suficientemente grandes y capaces de leerse a alta velocidad. No obstante, una solución a este problema viene por la posibilidad de cortar el campo, de un modo similar a como planteamos el corte de la pupila en porciones para un telescopio de gran área, cortando el haz en la posición de pupila en haz colimado y enfocándolo en distintos detectores. Esto se puede hacer mediante un *slicer* en plano focal con la reimaginación correspondiente. De nuevo, el sincronismo sería fundamental para un modo u otro.

6.2. Desarrollos complementarios

Los diversos campos de trabajo han empezado a generar sus propias necesidades y petición de adaptaciones o nuevas implementaciones. El proyecto está vivo y tiene

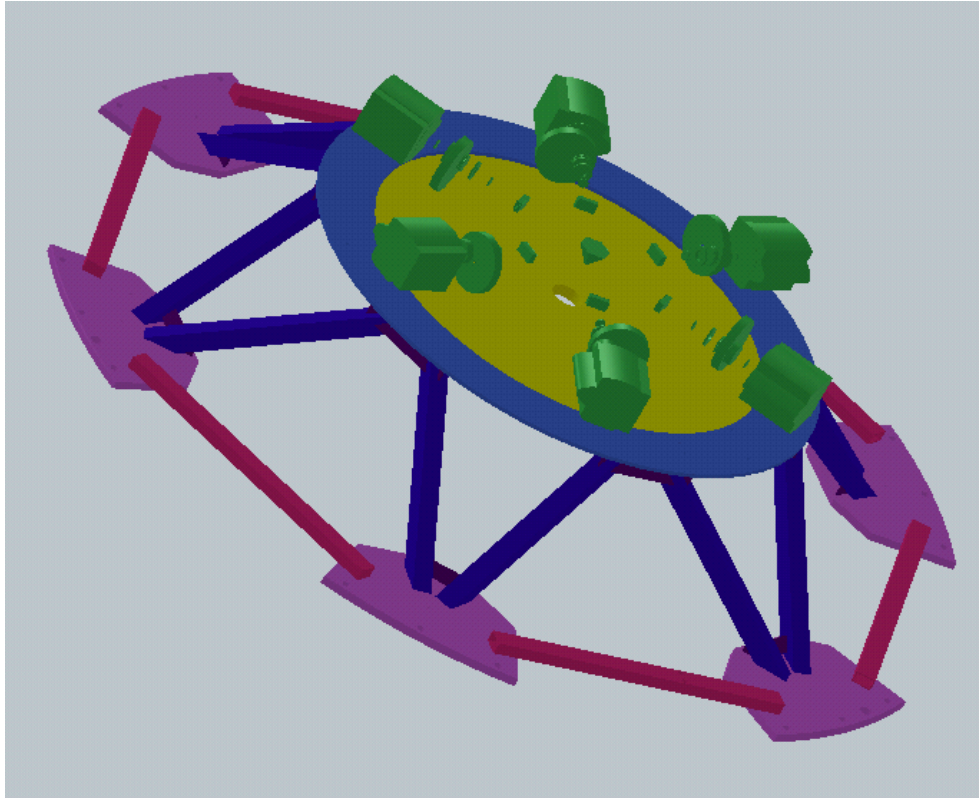


Figura 6.2: Esquema de un sistema multicampo/multipupila. Una pirámide corta el campo/pupila y un sistema posterior lo reimagina o enfoca en varios detectores sincronizados y/o multiplexados.

descendencia.

Primero fueron nuestra cámara de campo, que todavía está pendiente de mejora, el ADC lineal prefoco, que hemos implementado y del que tenemos un prototipo de fabricación, más un ADC rotativo comercial que pretendemos motorizar y calibrar y que le puede dar la independencia y totalidad que FastCam merece.

Pero, aparte, han surgido otras necesidades y otros modos de trabajo:

- IDOM
- GrAnFC (GRan Ángulo FC) ahora WIDE-FastCam (WIDE-FC o WFC)
- FC@NAOMI: WHT/AO-GRACE
- Software@TCS: El control de filtros, la integración de Fovia y el barrido de

campo y alineado.

6.2.1. IDOM

La empresa de ingeniería IDOM se ha ganado, por méritos propios, una sección completa en esta parte de la tesis sobre las consecuencias de nuestro desarrollo.

Cuando quedó claro que FastCam iba a viajar a los telescopios del ORM en la isla de La Palma con una cierta frecuencia, al menos, en cada semestre, se planteó la necesidad de mantener una copia activa en el telescopio TCS. El motivo principal de esto era para poder mantener los estudios metódicos de algunos de los proyectos científicos en marcha y poder contar con tiempo de telescopio, facilidad de acceso y un equipo de astrónomos de soporte que se pueden encargar de las observaciones rutinarias.

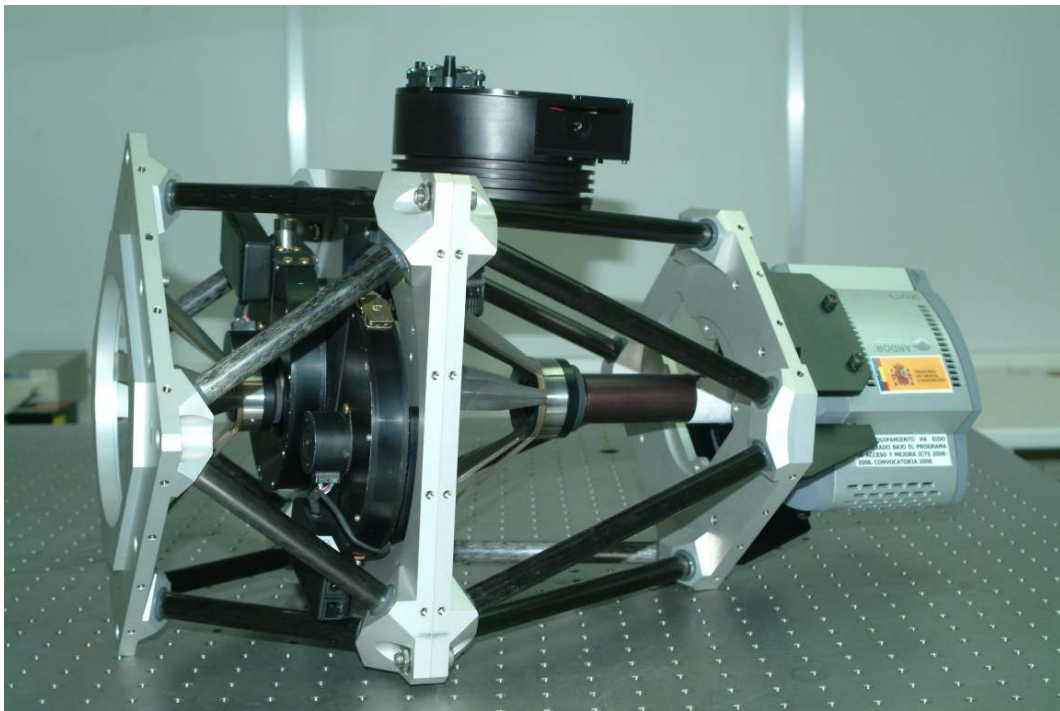


Figura 6.3: Actual FastCam con la estructura mecánica diseñada por la empresa IDOM y que es ya un instrumento de uso común en el TCS.

Todo ello generó que el coordinador del proyecto y director de instalaciones telescópicas tomara la decisión de fijar un instrumento de *Lucky Imaging* de uso común en el telescopio TCS. Se pidió entonces, durante el año 2009, un estudio a IDOM

para resolver un sistema compacto, y que fuera rígido, fiable y manejable (financiado gracias a una convocatoria que se lanzó al CDTI (Centro para el Desarrollo Tecnológico Industrial)). De ahí surgió, tras múltiples interacciones con el equipo del IAC para aclarar y resolver infinidad de detalles, el diseño de FastCam como el instrumento que hoy se conoce y ya desde 2010 como FastCam propiamente dicho. En el estudio se añadió una segunda parte para incorporarle un ADC, aunque esta etapa la hemos detenido temporalmente al comprobar que el sistema lineal diseñado sólo trabaja bien hasta $f/11$ y podría utilizarse parcialmente hasta el $f/13,8$ del foco del TCS (máx: $Z = 40^\circ$), pero no delante del detector con un f-no. de 52,5. El diseño existente para el ADC lineal habría que retocarlo para poder introducirlo delante de FastCam, entrando dentro de la caja de A&G del TCS.

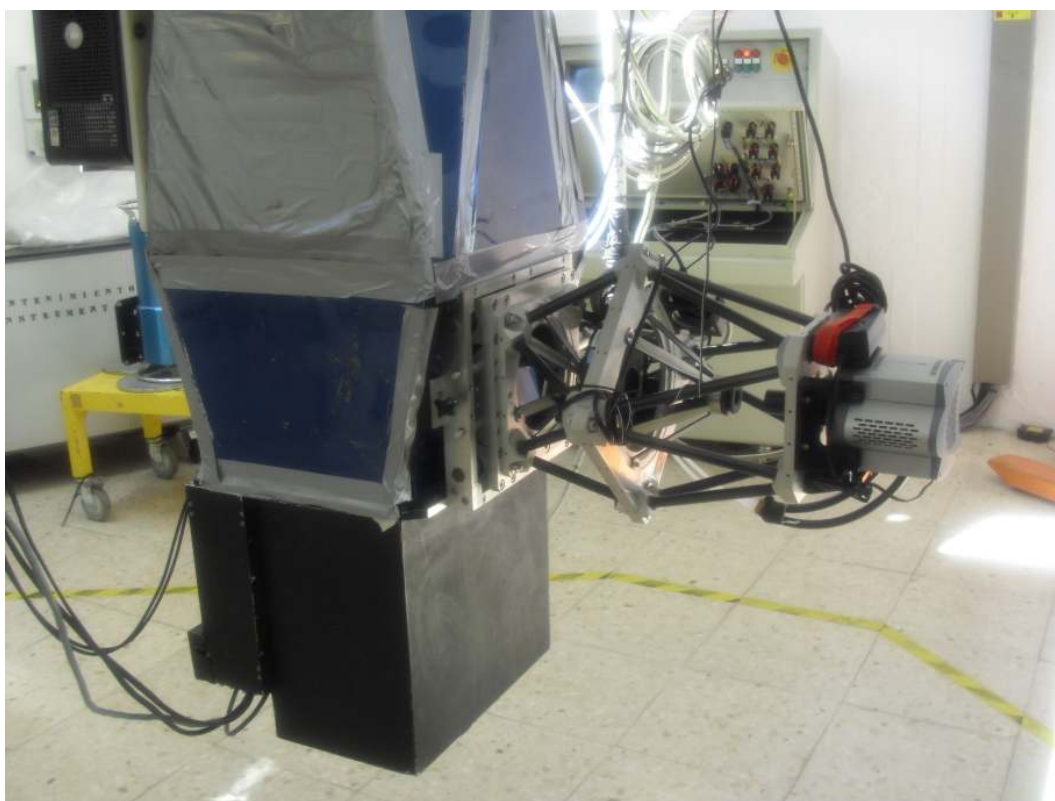


Figura 6.4: FastCam actualmente en uso como instrumento de uso común en el TCS.

La estructura está muy bien diseñada, aparte de elegante y ligera contiene todas las especificaciones y características que se pedían. Las bases e interfaces son de aluminio. La estructuración del instrumento la dan unas barras de fibra de carbono, que determinan la rigidez y atermalización de la estructura. Pero el compensador

térmico para minimizar la oscilación de la focal efectiva del sistema y, por tanto, garantizar el tamaño de escala a lo largo de la noche o entre campañas de observación lo constituyen los tirantes cónicos de acero que soportan unos porta-lentes que llevan un sistema de ballestas de invar y una montura roscada para afinar el foco de cada lente.

En las placas base y de interfaz se soportan por un lado las dos ruedas de filtros, de modo que una de ellas permite su apertura para montar o cambiar filtros especiales para la observación, dejando en la rueda bloqueada los filtros de bandas estándar. Por la otra parte de la interfaz se monta un motor con un espejo que se puede activar para utilizar la cámara de campo que se sitúa en un lateral.

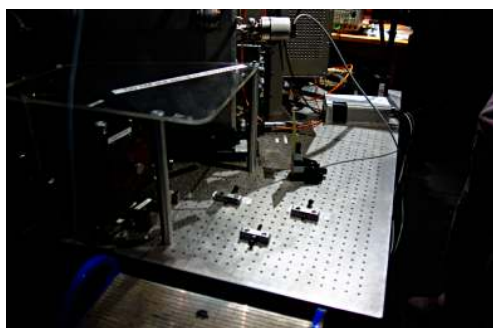
El detector se integra en una estructura de placas tensoras que lo dejan flotante sobre la base final. En el detector se monta un *baffle* para evitar la entrada lateral de luz. La estructura, no obstante, está diseñada para incorporarle un cierre mediante un carenado roscado en las placas base de la misma.

La adquisición de datos se hace de modo directo desde el detector. Al principio a través del multiplexado de la FPGA donde la placa de *framegrabber* y control de ANDOR se utilizaba sólo para activar el control de exposición continua y ganancias, mientras que los datos se acumulaban y procesaban en un computador de cálculo. Los datos se transmitían desde la FPGA a través de una comunicación *ethernet GigaBit*. En la actualidad con los computadores multiprocesador y gran cantidad de memoria hemos retirado la FPGA y la comunicación GigaBit es entre dos computadores donde uno sólo interpreta los comandos de control y adquisición, para operar el detector, que le envía el programa de adquisición y procesado. El computador con el *framegrabber* y los puertos de control de las ruedas de filtros es parte del equipo de cúpula y se cuelga del telescopio como parte del instrumento, de modo que la única comunicación es un cable *ethernet*.

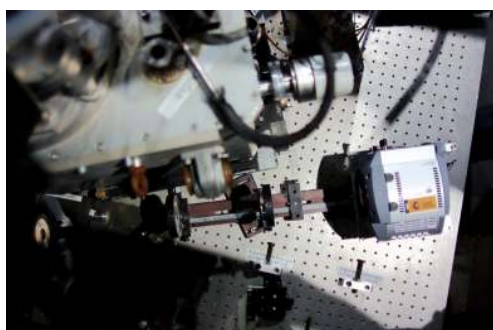
6.2.2. FC@NAOMI

Un desarrollo natural, y perseguido desde el primer día que fuimos al telescopio WHT, era probar FastCam con el apoyo de un sistema de Óptica Adaptativa. Sin embargo, el primer contacto con esta tecnología no estaba planteado simplemente para usar la Óptica Adaptativa de *Isaac Newton Group Red Imaging Device (INGRID)* sino por intentar usar el derrotador óptico del foco Nasmyth GRACE, que está optimizado para la mitad roja/infrarroja del espectro, donde es sensible INGRID. También el espectrógrafo OASIS se beneficia de este sistema.

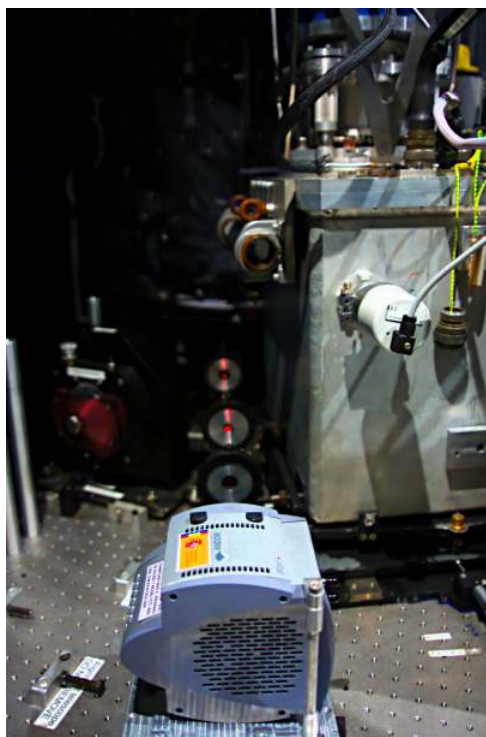
Nuestra insistencia y la demostración de que podíamos resolver estrellas a límite



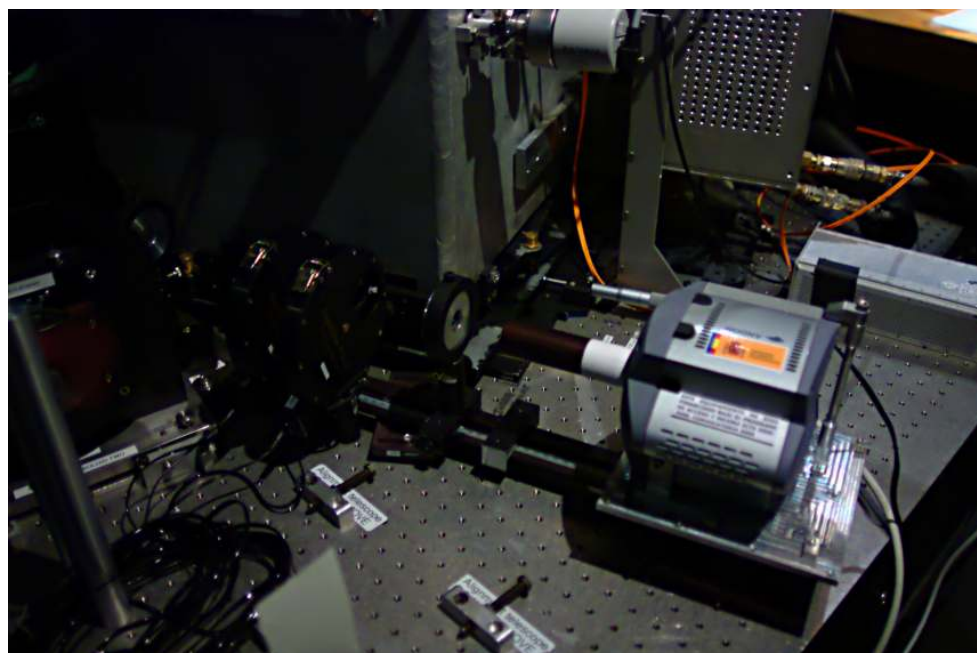
(a) Hueco@INGRID.



(b) En el Hueco@INGRID.



(c) Alineado@NAOMI.



(d) FC@NAOMI.

Figura 6.5: Instalación de FastCam en el foco GRACE de WHT dentro del sistema óptico de INGRID utilizando el sistema de Óptica Adaptativa NAOMI.

de difracción, pero sin alcanzar la profundidad verificada con el telescopio NOT, hicieron que por fin nos dejaran intentar instalar FastCam en el banco de INGRID. Se nos facilitó el esquema óptico y, con él, pude encontrar un hueco en haz colimado donde colocar un pequeño espejo y, utilizando una lente a modo de cámara, generar un foco a partir del cual insertamos FastCam. Como el sistema óptico de INGRID modifica obviamente el haz, ya con los datos de diseño en las manos volví al programa de diseño para encontrar, en este caso, la combinación de tres lentes que, dando una escala de placa aceptable, tuviera la resolución por píxel más apropiada para observar y resolver los objetos en este telescopio.

A pesar de ello, lo cierto es que este diseño lo hacíamos ya con la idea y la mente puesta en poder trabajar activando el sistema de AO a través del que pasaba el haz.

El primer día que estuvimos en GRACE no se pudo utilizar el sistema de AO pues existía un problema con el control. Aunque, desgraciadamente, sirvió para comprobar que el trabajo con el telescopio WHT no iba a resultar eficaz. No había ninguna mejora de señal con respecto a lo obtenido en GHRIL. Probablemente la mejora de transmisión del derrotador se compensaba con la cantidad de elementos extra que llevaban la luz hasta FastCam.

Cuando por fin pudimos utilizar el sistema de Óptica Adaptativa aparecieron resultados un tanto contradictorios. Al fin conseguíamos mejor señal y podíamos tener estrellas más débiles. Sin embargo, no lográbamos una mejora de resolución. Es decir, la aportación del sistema de AO permite tener numerosas imágenes mejores, y la integración o acúmulo de imágenes es más eficiente, pero el sistema óptico y las imágenes conseguidas no son mejores que las que da el propio sistema de AO.

Mi opinión personal es que el sistema de AO limita la resolución precisamente por mejorar el porcentaje de imágenes afortunadas. Éstas lo son, pero al límite de resolución del sistema de Óptica Adaptativa, ya que no permite los *speckles* naturales al límite de resolución del telescopio y el acúmulo se hace sobre imágenes ya corregidas, y «filtradas» por el sistema de Óptica Adaptativa. En este caso, si el sistema de AO no alcanza el límite de difracción del telescopio, la mejor imagen que verá FastCam estará limitada. Lo normal es precisamente que el sistema de AO no alcance el [límite de difracción](#) del telescopio, pues es incapaz de corregir todos los modos del *blurring* y lo que hace al reducirlos es superponer los distintos *speckles* de cada celda de perturbación, pero sin llegar a la unicidad dando, por tanto, una mancha más ancha que el disco de Airy de donde no se puede extraer una imagen afortunada clara y limpia que alcance el límite de difracción. Obviamente, la energía concentrada es mayor y la profundidad alcanzada también, pero quizás el proceso de centrado y suma no sea

más eficiente que un *tip-tilt* al recentrar las posibles oscilaciones del *seeing*.

Se han hecho varias campañas con FastCam en GRACE desde entonces y los resultados, siendo buenos, no han alcanzado nunca el *record* conseguido la primera noche incluso con lluvia.

Finalmente se incorporó una variante en el sistema de NAOMI de modo que se montó directamente un detector EMCCD similar al nuestro y, utilizando el programa *fastcam*, se integró en el sistema de adquisición de NAOMI. La cantidad de imágenes afortunadas aumentó pero, de nuevo, sin mejorar la resolución. Ahora parece que se ha asumido la limitación del sistema de Óptica Adaptativa del telescopio WHT y se trabaja ya en el rediseño de este sistema, empezando por un nuevo espejo deformable.

A este respecto, hemos de decir que el espejo deformable que tiene NAOMI es bastante antiguo, con subelementos cuadrados y con al menos uno que no funciona, lo cual, evidentemente, afecta de algún modo a la resolución máxima de la PSF que forma.

6.2.3. WIDE-FC

En el marco del desarrollo del instrumento, y buscando inicialmente aumentar el campo de observación, el proyecto, a través del programa Consolider, accedió a la compra de un nuevo detector de mayor tamaño, $1k \times 1k$ píx, es decir, 1024×1024 pix. Este detector es sustancialmente diferente a los anteriores, y no sólo por tamaño, incluido el tamaño de píxel. La velocidad de lectura del sensor completo sólo es de 0,1 s, y necesitamos recurrir a ventanas menores para poder llegar a las velocidades de muestreo de la atmósfera. Tampoco tiene un obturador, de modo que el sensor se ve expuesto continuamente. En principio, ninguna de estas características es un inconveniente grave, pero evidentemente afecta a la caracterización de *bias* y a la máxima corrección esperable en campo total. También significa que la calibración de *flatfield* y *dark* debe hacerse con más meticulosidad para garantizar que no se detectan fenómenos de memoria que puedan sobrevalorar o, por el contrario, deprecia las medidas de algunos píxeles.

No obstante, las dudas sobre el aprovechamiento del detector no duraron mucho. El tener un sensor grande facilitaba aumentar el campo e incluso poder acceder a otro tipo de observaciones en las que la velocidad o, mejor dicho, la capacidad de lectura rápida es una ventaja, por ejemplo en tránsitos sobre la línea de visión de algunas estrellas. Esto es importante tanto en la medida de la curva de caída y subida de señal (principio y final del tránsito) como en la fotometría durante el tránsito.

Un *spin-off* real y notable de FastCam es la cámara de gran campo de vigilancia

de tránsitos que desarrollamos para el telescopio TCS.

El grupo de seguimiento de tránsitos planetarios o compañeras oscuras en estrellas necesitaba un sistema capaz de poder realizar un seguimiento de tránsitos en estrellas próximas de un modo sistemático y preciso, para lo cual es fundamental tener buena fotometría. Era interesante poder hacerlo con un telescopio accesible y con programas rutinarios como es el TCS, de modo que se pudiesen detectar y controlar los tránsitos con la mayor precisión posible y poder, una vez conocidos, pedir su seguimiento con telescopios mayores para obtener información más concreta o precisa de los mejores candidatos.

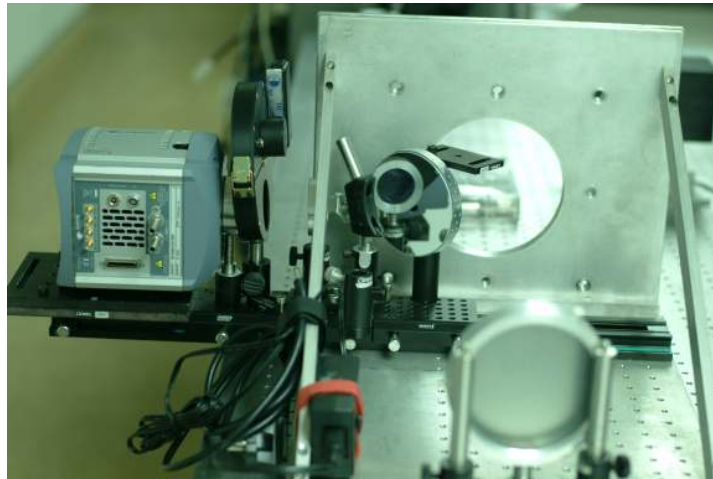


Figura 6.6: Diseño inicial de WIDE-FastCam en una etapa de alineado en los laboratorios del IAC.

WIDE-FastCam requiere utilizar la veloz adquisición de imágenes para poder detectar fluctuaciones rápidas y ruidos que se puedan eliminar a posteriori en el procesado a la hora de acumular y promediar las imágenes en la secuencia del tránsito. Así pues, es la característica de resolución temporal del sistema la que interesa para este tipo de estudios.

Este proyecto necesita tener estrellas de referencia fotométrica en el campo de exposición mientras se hace la observación, es decir, antes, durante y después del tránsito. Se considera que las referencias fotométricas están repartidas más o menos en un rango de 8 a 10 arcmin de cielo. Se me pidió entonces el poder adaptar o, mejor dicho, utilizar la EMCCD de FastCam y su software para observar tránsitos en un campo de 10×10 arcmin.

Para empezar, recordar que el TCS es un telescopio prototipo con una específica-

ción de calidad radiométrica para una longitud de onda de $1\mu\text{m}$. La configuración de un *Dall-Kirkham* es de una montura Cassegrain con un primario como un elipsoide oblato (eje óptico según el eje menor) y un secundario esférico. Es, por definición, un colector de luz, es decir, no se le pide calidad óptica fuera de eje y, de hecho, tiene gran coma fuera de eje y una curvatura de Petzval de $2,1\text{ m}$, más del 10 % de su focal. A un radio de 5 arcmin ($30,34\text{ mm}$) el *spot* es de $250\mu\text{m}$.

El proyecto me solicitaba que llevase ese campo, 10 arcmin ($60,7\times 60,7\text{ mm}$) con una diagonal de 14 arcmin, a un detector de $16\times 16\text{ mm}$, al menos inicialmente, con una resolución de 5 pix/PSF ($65\mu\text{m}$). Bajo estas condiciones en el extremo de la diagonal del campo del telescopio la mancha de coma (PSF) tiene algo más de $350\mu\text{m}$ de tamaño.

Unos problemas adicionales eran que tenía que ser barato y estar en funcionamiento relativamente pronto. Lo cierto es que finalmente se consiguió un diseño que prácticamente llegaba, al menos en el campo cruzado (dentro del círculo de 10 arcmin), a las especificaciones requeridas. Decidimos probarlo y, para sorpresa de todos, aparecía un viñeteo nada despreciable de todo el campo. El problema estaba en el dicroico que separa el haz rojo de instrumentos del haz azul de la cámara de guiado, que era demasiado pequeño ya que nunca se planteó para un campo tan grande.

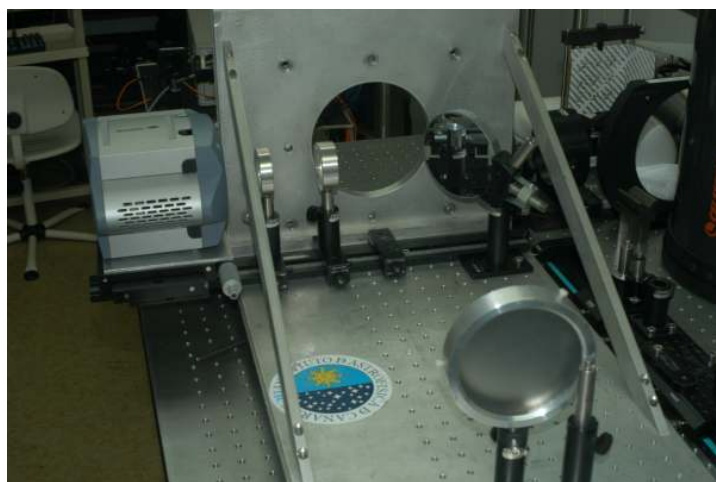


Figura 6.7: WIDE-FastCam con el nuevo Diseño Óptico que esperamos corrija de un modo más proporcional el campo de 10 arcmin en el telescopio TCS.

Además, se observaban unas aberraciones no centradas que indicaban que algo estaba descentrado. Una posibilidad que contemplamos es que el dicroico, que es un vidrio delgado (3mm de espesor) para el diámetro de 60mm que tiene, se podría

combar (hundir en el centro) y deformar el haz, lo que, junto con un sistema de colimador inclinado y quizás una falta de alineado, podría explicar las imágenes.

Llegamos a hacer la prueba de sustituir el dicroico por un espejo de mayor tamaño, pero el hueco hace que el viñeteo en las esquinas sea inevitable. Aunque las aberraciones cambiaron, existía una deformación en las estrellas de las imágenes no reconocibles en el Diseño Óptico.

Se decidió entonces reducir el campo intentando mejorar la imagen y aprovechar el detector. Pasamos a un campo de 8×8 arcmin, que son $11,3$ arcmin en la diagonal, con un posible viñeteo de medio minuto de arco en cada esquina, que ya parecía más asumible.

El nuevo diseño de filosofía equivalente al anterior resulta más compacto y compensado a pesar de estar constituido por lentes más grandes. El sistema finalmente habrá demostrado su viabilidad no sólo por cubrir el campo completo de TCS sino también por eliminar las aberraciones. Gracias a él se está llevando a cabo el proyecto científico antes mencionado.

6.2.4. *Software*

El programa de reducción de datos de FastCam también ha evolucionado y, de hecho, responde ya a la filosofía de que si FastCam es capaz de ir determinando el mejor centroide de cada imagen en tiempo real (aproximadamente a 35 imágenes por segundo), puede enviar la señal de corrección al sistema de control del telescopio a la vez que la aplica al centrado de la imagen con las anteriores, haciendo mucho más estable el guiado y visualización de la observación. Aunque no es necesaria esa velocidad de corrección en el caso del telescopio, basta con enviarla del orden de una vez por segundo. Este avance permite a FastCam trabajar en TCS sin el dicroico y sin la cámara de guiado del telescopio. El sistema integrado inicialmente en el programa *fastcam* se ha decidido separar como función individual a fin de poder desarrollar esta aplicación para otros instrumentos.

De igual manera hemos hecho con el control de las ruedas de filtros, que pasan a ser mas funcionales al poder acoplarlas a otros instrumentos, incluso aunque sean ruedas independientes, si bien similares, a las de FastCam.

En otro orden de cosas, dado que el dicroico está motorizado, hemos considerado controlar su posicionado, de manera que, si lo sustituimos por el espejo, puede permitir alinear o centrar el campo que ve FastCam para hacer barridos, por ejemplo en un montaje de cúmulos, sin necesidad de estar reapuntando el telescopio. De la misma manera, si individualizamos la función podrá ser aprovechada también por

cualquier otro instrumento.

Hay un último posible añadido a FastCam, y es un espejo *TipTilt* que pueda estar corrigiendo a modo de correlador la imagen del telescopio sobre su plano focal. De nuevo usaríamos el análisis en tiempo real de las imágenes de FastCam para enviar la señal de corrección a un oscilador piezoeléctrico que incorpore un espejo o una lámina plano paralela para hacer la corrección del frente de onda y así no tener que procesarla por *Lucky Imaging*.

Este sistema es especialmente tentador en cuanto a su optimización como instrumento de futuro con un **TTM** integrado de modo que se pueda trabajar siempre a partir de una imagen pre-estabilizada. Esto, en principio, permitirá tener muchas más imágenes de calidad y con menos dispersión y, por tanto, «más preapiladas», reduciendo la base con señal no aprovechable que limita la fotometría de precisión.

6.2.5. ADC

El ADC, en este caso, es un trabajo «extra y mezcla», en parte porque se trata de motorizar e incorporar en la sección del foco de detector el ADC rotacional que hemos adquirido para FastCam en TCS. Este sistema necesitará un software propio que permita calibrarlo y activarlo según la posición del telescopio. En un ADC rotacional la corrección de dispersión cromática se hace variando el ángulo entre los dos prismas y, a la vez, la rotación del conjunto dependiendo de la distancia zenital y su orientación o azimut.

6.3. Desarrollos complementarios propios y externos

El grupo de personas que integramos este proyecto, aparte del desarrollo interno y sus mejoras asociadas, que en todo momento se han llevado a cabo, siempre hemos manejado extensiones y aplicaciones del sistema. El primer planteamiento de diseñar un sistema más complejo surgió en las primeras valoraciones de lo que supone ir a un telescopio de gran tamaño, como era el caso de GTC. Ya hemos referido como las pruebas en GTC requirieron un diseño especial en el que se hacía necesaria una reducción de escala de plano focal para poder ajustar el detector. La implicación inmediata de esto es que el tamaño del detector con lectura rápida se queda pequeño. El planteamiento entonces era instalar una matriz de detectores con un sistema síncrono de lectura simultánea. El primer problema es que los detectores comerciales van montados y tienen tamaño y electrónica específica. Además, estos sistemas son caros y, por tanto, tendríamos que acceder a los sensores individuales y poder

desarrollar la electrónica de control que permitiera manejar los varios detectores que se necesitan. Este desarrollo es complicado y requiere de unos recursos de los que no es fácil disponer mientras se mantienen vivos otros proyectos, en muchos casos, más importantes. Y, por si fuera poco, los sensores en sí no están preparados para montarlos en un arreglo de superficie sensible continua y los fabricantes no están dispuestos a invertir en esas modificaciones si no se espera una producción de este tipo que repercuta en una compensación comercial.

6.3.1. Divisores

La idea entonces es recurrir a un divisor de campo (*slicer*) y usar varios detectores separados funcionando simultáneamente y reconstruyendo el campo uniendo las imágenes procesadas. Lo ideal sería tener desarrollado un controlador, como decíamos, pero, como no hemos podido conseguir esa capacidad, el planteamiento de este sistema se encarece lo suficiente como para mantenerlo aparcado como una posibilidad.

Igualmente ocurre con el supuesto, también surgido a partir de la estancia en GTC, de que pueda ser necesario recurrir a partir la pupila si resulta que el área colectora es tan grande que no se puede conseguir un eficaz método de obtener imágenes suficientemente «límpias» como para considerarlas afortunadas. Ya mencionamos la posibilidad de montar una pirámide de N lados en una imagen de pupila que reflejara cada sector equivalente a un telescopio de $D/\sqrt{N}$ hacia un sistema como FastCam que, sumando las imágenes reducidas individualmente, suponga un colector como GTC de 10,4 m de diámetro con la resolución de un telescopio de 4 m.

El primer tipo lo llamamos *multidetector* o, en el caso estudiado para GTC, GTC6 (6 campos con una pupila). En el segundo caso, *multipupila* o, GTC:6 (seis pupilas en un campo).

La división en el primer caso sería una pirámide o bandas especulares situadas en el plano focal del telescopio que reflejaran una parte del campo en cada dirección, donde cada colimador iniciaría un sistema completo como FastCam, procesando de modo independiente y sincronizado cada sección del campo.

La división de pupila se podría hacer situando en el plano imagen de un colimador, en la posición de la imagen de pupila, una pirámide de tantos lados como divisiones deseemos, y en cada camino reflejado una lente de cámara enfocarí sobre el detector la imagen común que se procesaría independientemente.

6.3.2. AOLI

Siempre, como ha quedado claro anteriormente, hemos querido poder utilizar FastCam con un sistema de Óptica Adaptativa. Sin embargo, tal y como he puntualizado, considero que un sistema de AO mejora la relación de imágenes afortunadas, pero definiendo el límite de resolución a aquel alcanzable por el sistema de AO. La experiencia acumulada nos indica que los sistemas de AO están efectivamente limitados por el ángulo isoplanático y la longitud de coherencia, que define el número de celdas de perturbación, pero además los errores residuales de corrección de frente de onda producirán un cierto solapamiento de los *speckles*. Por tanto, en la imagen afortunada que se selecciona aparecerá una PSF ligeramente peor que la imagen de difracción del telescopio aunque, eso sí, mucho más brillante y con mejor relación de Strehl a pesar de que sea más ancha que el disco de Airy.

Hemos de reconocer que no hemos sido los primeros en llevar un instrumento de *Lucky Imaging* a un telescopio profesional: (T_e05;T_e07;CaH06;T_e09) la Universidad de Cambridge tiene experiencia en el trabajo con sensores EMCCD, habiendo incluso desarrollado su propio controlador. El siguiente paso nos pareció, por tanto, lógico, contactar con ellos para iniciar un proyecto común en el que pudiésemos complementar nuestras experiencias y técnicas.

Adaptive Optical Lucky Imaging (AOLI), el instrumento más ambicioso jamás abordado en el campo del *Lucky Imaging*, surge como proyecto conjunto con la University of Cambridge (UCam), Universität zu Köln (Colonia), Isaac Newton Group of Telescopes (ING), la UPCT y el IAC. Además de nuestra experiencia optomecánica con FastCam y del software único en este campo que hemos desarrollado, queríamos aprovechar el conocimiento por la UCam del control directo de detectores EMCCD de modo que se puedan sincronizar y utilizar varios simultáneamente y a un precio razonable. Asimismo, y dados los malos resultados obtenidos con NAOMI, en el WHT, buscábamos incorporar el diseño de un sistema de AO dentro del montaje de *Lucky Imaging* para integrarlo en el telescopio WHT.

AOLI tiene como características particulares el usar cuatro detectores multicampo controlados por una electrónica común, junto con un sistema de AO con un espejo deformable comercial de 144 actuadores. Para poder servir lo mejor posible a los requerimientos de velocidad, intentando evitar la limitación de ajuste del DM, el control del lazo cerrado de AO se hace con un sensor de curvatura en el que tenemos puestas muchas esperanzas ya que, hasta la fecha, no han sido probados como controladores de AO. La ventaja de un sistema así está en que no resta luz al objeto en estudio y corrige a partir de los objetos de campo. En estos momentos no hay otro instrumento

similar a AOLI en todo el mundo. AOLI debería ver su primera luz en WHT en el último trimestre de 2013. A partir de entonces comenzará la carrera para fabricar un AOLI para GTC.

6.3.3. Coronógrafo

Otra idea nacida casi como aplicación inmediata, sobre todo dado el interés del equipo en la detección de compañeros oscuros o muy débiles, es la aplicación a un sistema de coronografía estelar. La coronografía estelar no se refiere al estudio de las capas externas de la estrella o, al menos, no como parte de la estrella. Lo que se pretende es tapar o eliminar del detector de datos el flujo de la estrella principal y poder observar o detectar los objetos mucho más débiles que puedan orbitar a ésta.

En general, en las imágenes con *seeing* la señal de la estrella principal toma la forma de una gaussiana y se extiende mucho más allá de la zona donde cabría esperar encontrar compañeros tapando la señal de estos.

Si aplicamos la técnica de *Lucky Imaging* podemos llegar a tener la imagen de una estrella al límite de difracción. Entonces procederíamos a tapar el disco central o el espacio correspondiente al diámetro hasta el que consideramos llega la estrella, típicamente alrededor de 1 arcsec, y, a partir de ahí, buscar en los anillos restantes las perturbaciones de una posible compañera sobre los anillos de la principal, en una zona donde la intensidad de unos y otra puedan darnos suficiente contraste.

El coronógrafo en este caso puede diseñarse de varias formas, con filtrado de la estrella principal por obstrucción o por transmisión. También el detector de control puede actuar sobre la estrella principal o sobre la imagen, y puede hacerlo por *Lucky Imaging* puro o por control de un TTM.

En el caso de filtrado por transmisión (puede ser reflexión usado como obstrucción) podemos controlar y correlar mediante *Lucky Imaging* la estrella central, generando una señal de código que permite aplicar la validez de la imagen como afortunada a un segundo detector que captura la zona coronal de la estrella reflejada/transmitida por la máscara de transmisión usada.

Si la señal se hace por obstrucción pura, y si el objeto buscado consigue visualizarse al tener mayor contraste, podemos aplicar *Lucky Imaging* directamente o, en caso contrario podemos utilizar un TTM controlado por un detector que, a partir de una referencia de campo, mantiene la estrella principal detrás de la máscara coronográfica. En este caso dejaríamos que el detector de imágenes pueda hacer *Lucky Imaging* o integrar para obtener información de la región de los anillos.

Es la primera técnica la que aplicamos en el sistema que estamos desarrollando

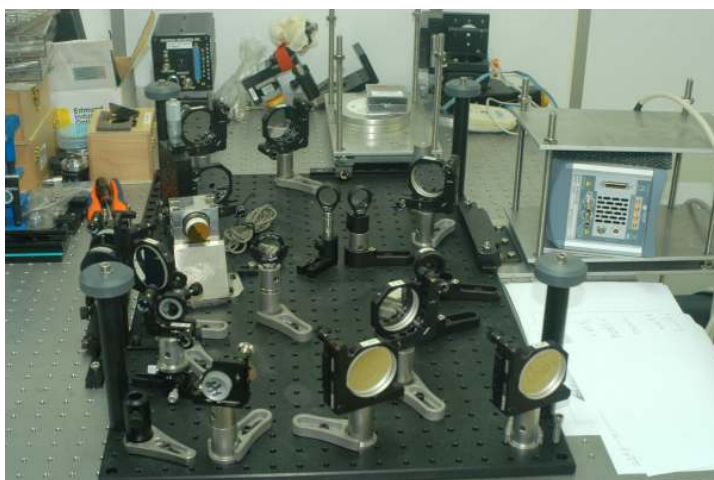


Figura 6.8: Montaje del coronógrafo después del alineado en los laboratorios del IAC. En la fotografía falta una placa con sus apoyos para definir la altura del eje óptico del laboratorio GHRIL en el foco Nasmyth del WHT y un cierre protector.

conjuntamente entre la Universidad de Santander, la UPCT y el IAC. La universidad de Santander fabrica el coronógrafo en sí, mientras que IAC y UPCT participan con los detectores, el TTM y su control, la electrónica y *fastcam*. El sistema se probará en WHT los días 27 y 28 de diciembre de 2012.

6.3.4. PlanetCam

Una alegría que nos llevamos en el proyecto fue la llamada que recibimos para poder asesorar a IDOM y la Universidad del País Vasco en el desarrollo de una cámara planetaria basada en técnicas de *Lucky Imaging*. Las técnicas de *Lucky Imaging* aplicadas a planetas no son tan obvias como para objetos puntuales, pero están también muy desarrollados los algoritmos que se aplican para seleccionar y apilar las imágenes. Podemos confirmar que las primeras etapas de PlanetCam no han sido del todo un éxito, más por errores de información que por funcionamiento, ya que en el telescopio de 1,2 m de Calar Alto (Almería) el sistema funcionó bien y se consideran muy positivos los resultados. No fue tan bien en Pic du Midi, ya que hubo que improvisar una adaptación de la escala de imagen que se había calculado de modo erróneo.

En cualquier caso, las experiencias han sido positivas y la evolución del instrumento tendrá ya corregidos los errores. En enero de 2013 se instalará como instrumento invitado en el TCS.



Figura 6.9: El instrumento de la UPV+IDOM: PlanetCam@CaHa".

6.3.5. Más opciones

Existen otras ideas que rodean al proyecto como posibilidades de aplicación. Por ejemplo, una de ellas consiste en poder usar un sistema similar al coronógrafo pero para centrar y mantener la estrella principal y sus alrededores en un haz de fibras conectado a un espectrógrafo de alta resolución para detectar diferenciales de corrimiento Doppler de las líneas en cada fibra, permitiendo descubrir compañeros que se mueven radialmente en el campo de las fibras.

También existe la idea de poder instalar un detector EMCCD y el programa *fastcam* en un instrumento como [OSIRIS](#) en GTC, sustituyendo al detector original de éste. La ventaja que se obtendría está en poder aprovechar las capacidades colectoras y de espectroscopía que da OSIRIS, y la mejor calidad de imagen a que puede llegar para obtener imágenes a su [límite de resolución](#)¹.

Y todavía seguimos esperando a que aparezcan detectores [IR](#) suficientemente

¹A la escala de imagen de OSIRIS estamos muy lejos de la imagen de difracción de GTC pero, posiblemente, podríamos muestrear el cofaseo real del telescopio sin tener que esperar a que esté en funcionamiento el sistema de AO de GTC. De este modo, se podría tener una referencia para mejorarlo algo más.

rápidos y con bajo ruido para poder trabajar al menos en el rango de [Short Wave Infrared \[infrarrojo cercano\] \(SWIR\)](#). El rango IR nos daría nuevas líneas de estudio y aplicación de la técnica de *Lucky Imaging* con un FC-IR.

6.3.6. Resumen

A modo de resumen, presentamos una lista de los proyectos e ideas en consideración que, en mayor o menor medida, están ahora sobre la mesa o en desarrollo, basados en FastCam y su programa de control, aunque en algún caso implican diseños más complejos.

- FC@NAOMI.
- WIDE-FC.
- Control de Guiado de TCS.
- FC-Multipupila.
- FC-MultiDetector/Multicampo(MFOV).
- AOLI: colaboración IAC-UCam-Universität zu Köln(Koeln)-UPCT.
- Coronógrafo: colaboración IAC-UPCT-UCAN.
- PlanetCam (UPV-IDOM). Proyecto externo en que hemos actuado como asesores.
- HORUS-FC: espectroscopía con fibras, estabilización en una fibra y análisis de las contiguas.
- Aplicación como detector sustituto en otros instrumentos: OSIRIS-FC.
- IR.
- Posibilidades de implantación de nuevos detectores sCMOS.

6.4. Lo posible

No quiero dejar de contemplar aquí las ideas que todo este desarrollo ha aportado para «posibles» aplicaciones a técnicas astrofísicas y otros campos de instrumentación.

Dentro de las posibilidades del instrumento, o la técnica aplicada, tenemos varias ideas que podrían ser explotadas por grupos de trabajo o interés. Algunas necesitarán de cierto desarrollo instrumental específico y otras posiblemente sólo precisen encontrar el interés adecuado para poder llevarlas a cabo.

En todo caso, las opciones que se nos ocurren dentro de «lo posible» son muchas pero, separándolas en dos grupos que nos parecen obvios, las de nuestro trabajo en instrumentación astronómica y las otras.

6.4.1. Astrofísica

Ya hemos visto los desarrollos surgidos como consecuencia de nuestro proyecto original con FastCam, y algunas de las ideas que todavía están madurando, pero hay muchas más, algunas incipientes, otras más pensadas, pero todas posibles y de ellas queremos hablar.

Si hablamos de «lo posible... en Astronomía», tenemos que empezar por considerar seriamente, a día de hoy (2012), la evolución, que nos prometen los fabricantes, en los próximos años de los sCMOS. Ya mencionamos los tamaños y velocidad de los desarrollos para cine, vídeo y fotografía de alta definición. Hoy ya los hay comerciales, de pequeño tamaño y sensibilidad diferencial, que permiten aplicar una respuesta logarítmica total e incluso zonal. Los trabajos para el proyecto de un satélite orbital solar: SOLAR-C, están recurriendo a este tipo de detectores para poder hacer pseudo-ocultaciones de zonas brillantes. Y es en ciertos campos de la industria, como la del automóvil, donde se están empezando a estudiar para detectar objetos en las orillas de la carretera, evitando el deslumbramiento de los coches en dirección contraria. También se están desarrollando controladores electrónicos que posibilitan definir ventanas donde no se lee o se ignora la señal acumulada, aunque suponga saturación. El defecto de esto es que siempre existe luz difusa que alcanza los píxeles adyacentes y que serían de interés.

Destacar también los desarrollos que están teniendo los detectores infrarrojos por debajo de los límites térmicos del entorno (hasta $1,8\ \mu\text{m}$) y que prometen usar técnicas equivalentes a los CMOS en los próximos años con una reducción importante de los electrones contaminantes en la señal.

También existe la posibilidad de usar un sistema de alta resolución con estrellas para estudiar el *seeing* y el comportamiento de la atmósfera, a nivel de cúpula o a distintas alturas, usando estrellas láser enfocadas en ciertas capas de interés y viendo cómo son perturbadas por la atmósfera. Incluso con el uso de múltiples colectores individuales, como vimos en el caso de la multipupila de GTC, permitiría estudiar

cómo se propaga una perturbación y el tiempo de incidencia o permanencia, así como su periodicidad.

La aplicación a espectroscopía es una idea que llevamos intentando adaptar y explotar desde casi el principio, aunque no nos haya resultado todavía viable ninguna de las ideas planteadas.

De todas formas, está claro que el tema de aplicación a imagen extensa es una de las más atrayentes, a pesar de que no haya sido hasta ahora totalmente explotada. La dificultad de desarrollar un verdadero algoritmo de *Lucky Imaging* para imagen extensa nos retrae de un uso en el campo de imagen de objetos extensos, sean galaxias, nebulosas, planetas o el Sol.

Está claro que un punto, y su *speckle*, permite seleccionar las manchas donde algún pico tiene una [relación de Strehl](#) de suficiente entidad para considerarlo como viable. La selección y posterior recentrado y suma de una imagen arrastra un cierto fondo que introduce un acúmulo de cuentas alrededor de la imagen final de la estrella. En el caso de una imagen extensa, el punto seleccionado para hacer selección y recentrado contaminará los puntos alrededor y, como ello ocurre para cada punto de la imagen, existirá un emborronamiento o pérdida de contraste de la imagen global que no mejorará más allá de un cierto punto la calidad de la imagen. Y ello se deberá fundamentalmente al recentrado que elimina el efecto de oscilación del *seeing*.

Sin duda, la técnica de imagen de corta exposición y recentrado puede competir con el sistema de correlación o *TipTilt* usado en imagen solar y planetaria. Un correlador corrige la oscilación del *seeing*, *Lucky Imaging* compensa la oscilación (centro de gravedad de la mancha de *seeing*) y el emborronamiento (selección y acúmulo) y será algo muy aprovechable cuando se pueda aplicar alguna técnica de procesado de las imágenes que utilice un algoritmo que sea capaz de actuar por zonas y ajustar mejor la imagen acumulada resultante.

6.4.2. Otras Aplicaciones

Oftalmología

A lo largo de los años la colaboración con el departamento de oftalmología del Hospital Universitario de Canarias (antes General y Clínico de Tenerife), a través del profesor Manuel Antonio González de la Rosa, nos permitió el desarrollo de varios instrumentos, destacando dos espectrofotómetros (ver anexo C), un campímetro y un retinógrafo. También han sido varias las colaboraciones con el profesor José Luis

González Mora, neurofisiólogo del Hospital Universitario de Canarias, con quien, entre otras cosas, realizamos la observación y control de la acción de las bombas de Na-K (sodio-potasio) en la interacción neuronal utilizando fibras ópticas (90 a 200 micras) como estimuladores y colectores. Y el proyecto quizás más conocido sea el Espacio Acústico Virtual, en el cual se convertían en frecuencias acústicas las imágenes colectadas por dos cámaras en modo estereoscópico, permitiendo a personas invidentes hacerse una idea de los objetos y el espacio que tienen enfrente.

Todos estos trabajos previos, en los que he relacionado mis conocimientos o los proyectos ópticos en los que trabajaba con el mundo de la medicina, hacen que me resulte fácil dirigir este proyecto a temas clínicos. La aplicación de la técnica de *Lucky Imaging* a la oftalmología resulta, en mi opinión, bastante evidente. Inicialmente, simplemente consideraba que los trabajos de análisis de deformación de frente de onda debido a las superficies ópticas del ojo eran el nexo directo. Sin embargo, una vez analizado el método de trabajo y los parámetros implicados, he podido comprobar que no es la obtención de imágenes de alta velocidad lo que puede facilitarnos alcanzar resultados en la línea de caracterizar las aberraciones del ojo.

La técnica de *Lucky Imaging* no es aplicable al análisis de la óptica, pero sí puede aplicarse a la estabilización de la imagen obtenida. El ojo tiene un punto de enfoque en una zona muy pequeña que se llama fovea. En esa zona, de pocos milímetros, hay una alta densidad de células receptoras, fundamentalmente conos. El ojo, para poder crear una imagen nítida del campo de visión, oscila y «mapea» el campo, barriéndolo sobre esta zona. Estos movimientos oculares son continuos y rápidos, lo que provoca que las técnicas de análisis sufran de ciertas dificultades al utilizar distintas zonas de la córnea y el cristalino para cada campo en cada instante.

Una visualización en tiempo real de imágenes procesadas por *Lucky Imaging* permitirá la estabilización de la imagen ocular, tal y como hacíamos con la imagen preprocesada por FPGA. Esto podría ser aplicable a muchos de los tratamientos oftalmológicos que requieren de un delicado *mapeo* de alguna región del ojo, como pueden ser las operaciones láser de córnea o de soldado de retina o la generación de un mapa de la forma o aberración de los elementos ópticos —córnea y cristalino— además de los estudios de retina o células de ésta.

En este caso, no sería el sistema de *Lucky Imaging* el encargado de la adquisición de datos sino el instrumento de procesado para generar una imagen estable al médico o al instrumento actuante.

Lucky Imaging

La técnica de *Lucky Imaging*, en el sentido de estabilización de la imagen o producción de una imagen estable en tiempo real, tiene aplicaciones directas para sistemas de imagen en movimiento que hoy utilizan otros sistemas de estabilización. Entre ellos, las cámaras de fotografía, vídeo y cine que recurren a sistemas de compensación *TipTilt* con láminas plano paralelas y utilizando acelerómetros o péndulos.

Si se tiene un pequeño detector que visualiza el campo o parte de él y utiliza las imágenes afortunadas procesadas para numerar y codificar el recentrado y apilado de la imagen general, puede permitir trabajar en condiciones que no son controlables por sistemas electrónicos que se basan sólo en el movimiento del detector. Por ejemplo, imágenes de campo amplio en condiciones de atmósferas perturbadas por humo, gases, aerosoles, corrientes térmicas, etc.: vigilancia en líneas de producción en fábricas para control de calidad o seguridad, control de tráfico o público.

Igualmente, para los detectores en movimiento en los que no actúan los sistemas electrónicos como pueden ser en imágenes aéreas o en vehículos de inspección. Asimismo, también, imágenes por satélite o control de vibraciones diferenciales, aviones, cohetes, etc.

Un caso concreto sufrido por usuarios es en el uso de teleobjetivos y *zooms* para vídeo o fotografía. Cuando el haz se concentra en un punto muy lejano la vibración de la cámara, o el movimiento del objeto perseguido, se hace inestable y borroso. La técnica de selección-recentrado-acumulado de *Lucky Imaging* puede mejorar las imágenes haciéndolas más nítidas al compensar el emborronamiento por movimientos, atmósfera, etc.

Fast-Cam

La idea de FastCam es la de jugar con su nombre. La palabra *Fast* significa rápido. La parte de «Cam» alude a la captación de imágenes y, por tanto, al recentrado y acumulación. Y la idea de *Lucky Imaging* o imágenes afortunadas nos indica la capacidad de selección.

La aplicación directa de FastCam como tal a aplicaciones generales es demasiado específica, y salvo en los casos como los mencionados anteriormente en los que se mejora la imagen, la aplicación de selección, recentrado y apilado genera una imagen fija que dará mayor resolución y contraste frente a la imagen continuamente oscilante que se recibe en el modo continuo habitual. En Astronomía está claro que la aplicación directa es para Astrofotografía y Astronomía de posición. En otros aspectos será

también para Fotografía y Posicionado de objetos que vibran, por ejemplo en una cadena o cinta de posicionado de elementos. Igualmente en webcams de meteorología o control de calidad de un etiquetado.

FastCam trabaja usando las técnicas de *Lucky Imaging*, pero también hay que tener en cuenta que lo hace con detectores muy buenos y muy rápidos. Esto posibilita capacidades, y por tanto aplicaciones, en condiciones donde la velocidad de lectura o la variabilidad de la fuente sea un factor importante. Es decir, la resolución temporal que nos permite aplicar FastCam para controlar procesos muy rápidos y que muestran varios factores en la imagen, reconocimiento de matrículas, vigilancia, control de tráfico, etc.

Como entretenimiento en fotografía de consumo posibilita «disparar» tomando numerosas fotos muy rápido (vídeo corto) de modo que el proceso se continúa de modo automático seleccionando, recentrando y acumulando las imágenes apropiadas, evitando fotos movidas. Además permitiría realizar a posteriori la selección de la exposición final, dándonos un control extra de la fotografía, en iluminación, contraste y nitidez.

También en este campo estaría la incorporación como *apps* para la cámara de los teléfonos móviles, para procesado de realidad virtual o aumentada o, incluso, presentación de información geográfica. Es decir, se puede aplicar para fotografía terrestre desde el espacio donde se podría mejorar la calidad de las imágenes como ya hemos mencionado al compensar los efectos de la atmósfera, volviendo al principio, de modo similar a como nos ocurre en Astrofísica, pero devolviéndonos el punto de vista.

"Lo que puedes hacer, o has soñado que podrías hacer, debes comenzarlo. La osadía lleva en sí, genio, poder y magia". :APLAUSO:

J.W. von Goethe

Conclusiones

Lo que oyes lo olvidas, lo que ves lo recuerdas, lo que haces lo aprendes.

Proverbio chino

El que no se equivoca nunca es porque nunca hace nada.

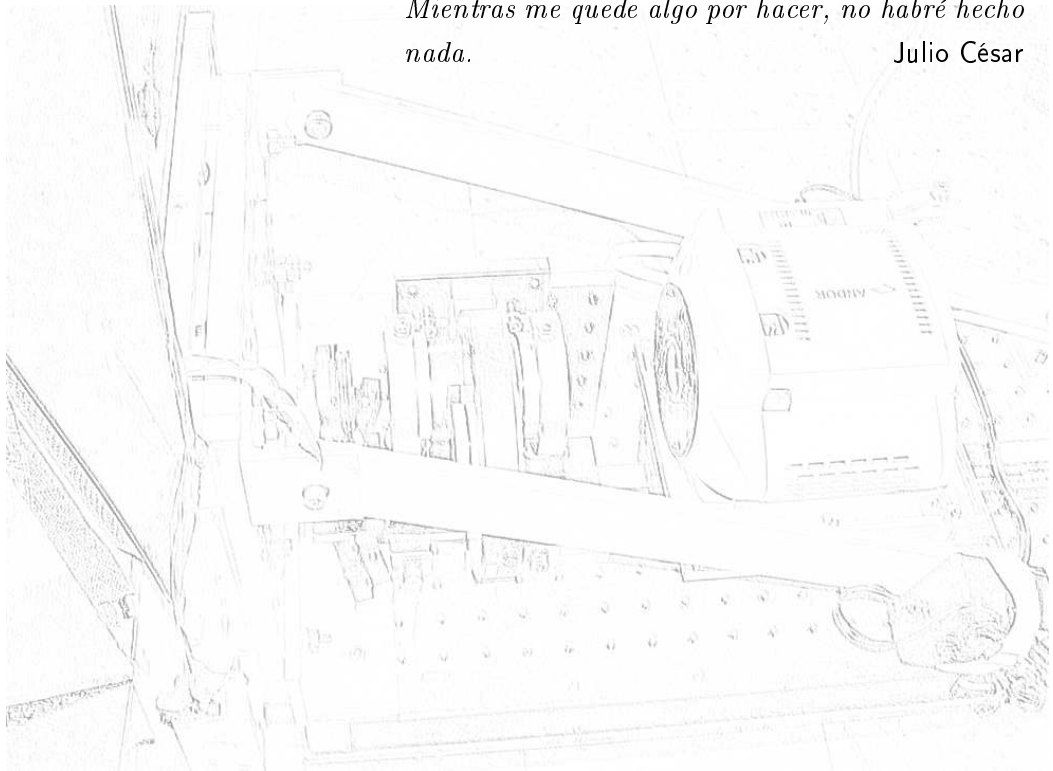
Mahoma

Siempre que enseñes, enseña a la vez a dudar lo que enseñas.

José Ortega y Gasset

Mientras me quede algo por hacer, no habré hecho nada.

Julio César



Cuando se inicia una tesis se concluyen los estudios y, a su vez, comienza un proceso de maduración. Es una experiencia, contada generación tras generación, que reafirma el compromiso de cada profesional con el mundo actual. Por lo menos, en esta tesis se puede afirmar que ha sido un proceso de re-descubrimiento. En el transcurso de la realización de la misma se ha fortalecido el conocimiento de las técnicas de Diseño Óptico y se han actualizado programas y cálculos con nuevos métodos de trabajo. Se han aprendido distintas formas de obtención y procesamiento de datos, así como novedosos formatos de lectura y programación. Se han redescubierto los conceptos y conocimientos de astronomía y mecánica celeste como, por ejemplo, la puesta al día en las ideas más actuales sobre binarias con compañeros oscuros o planetas. No obstante, lo anterior no es suficiente como para estar preparado para pretender realizar descubrimientos. Este trabajo ha cubierto un amplio espectro de técnicas instrumentales y astronómicas, el desarrollo de ideas y conceptos nuevos y particulares de estas técnicas de observación. Y sólo el futuro dirá si estamos en lo correcto, lo suficientemente cerca o totalmente equivocados.

Resulta bastante claro que las ideas de diseño, cálculo, detección, fotometría y reducción de datos los hemos manejado bien. Los conceptos de ángulo isoplanático, fondo de los anillos, disco de Airy y PSF de pupilas no circulares pueden presentar alguna duda. La validación de algunas técnicas o criterios a la hora de escoger la base de la reducción de datos —tiempo de integración, ganancia, número de imágenes total, número de imágenes válidas, etc.— sólo el tiempo y los usuarios irán filtrando los valores y modos más apropiados.

7.1. Conclusiones y perspectivas

En esta tesis doctoral hemos presentado el diseño y desarrollo de un sistema que demuestra cómo con un telescopio con calidad superficial limitada y, por tanto, con una relación de Strehl base muy baja se puede mejorar con el diseño de un sistema óptico capaz de aprovechar la abertura, que es lo que define la capacidad de resolución y la forma de su transformada de Fourier da la función de difracción del telescopio. Asimismo, hemos visto que, utilizando las técnicas de *Lucky Imaging*, somos capaces de llegar al aprovechamiento del telescopio como colector a [límite de difracción](#). La técnica permite optimizar y promediar las mejores figuras de *speckle*, al seleccionar las más adecuadas, que recentradas y sumadas nos han conducido a alcanzar el límite de difracción y conseguir una magnitud equivalente a la obtenida con un sistema clásico de integración. Además, la compensación (por medio de escoger los mejores

speckles) de la calidad de la atmósfera, optimizando así la de la óptica del telescopio, nos ha permitido demostrar que se puede superar el límite del ángulo isoplanático en el campo de visión.

Hemos probado, también, la capacidad del diseño de adaptarse a distintos detectores, telescopios y técnicas de *software* y, además, damos unas guías sobre cómo se podría interpretar la fotometría para poder hacer medidas comparables o interrelacionadas. Por otro lado, mostramos resultados y pruebas que superan los logros de técnicas clásicas en todos ellos, e incluso de los sistemas de Óptica Adaptativa en alguno de los casos.

Finalmente, hemos expuesto algunas de las consecuencias de desarrollo a que este trabajo ha dado origen, además de las posibles aplicaciones tanto al campo de la instrumentación astrofísica como de otros campos en oftalmología, producción, seguridad, fotografía y consumo en general.

Como consecuencia de todo ello, enumeramos una serie de conclusiones que este proyecto y el trabajo que ha producido han conseguido generar:

1. Quizás la primera y más obvia conclusión es que se puede alcanzar el límite de difracción de un telescopio de tamaño medio desde tierra, incluso bajo duras condiciones de *seeing*. Ello demuestra que la técnica de *Lucky Imaging*, en la que hemos basado el desarrollo de este proyecto y este trabajo, es un proceso viable y con buenas perspectivas de futuro.
2. Del planteamiento del inicio, surge la siguiente conclusion:
Aunque el espejo/telescopio sea malo en cuanto a superficie, la técnica siempre va a funcionar ya que, aunque sea en pequeños porcentajes, los mejores *speckles* están al límite de difracción. Es decir, los *speckles* seleccionados tendrán una baja relación de Strehl, pero su forma y tamaño se corresponden con la transformada de la pupila. La imagen mejorará cuanto menos deformada sea la óptica y habrá una frontera entre atmósfera y calidad de la pupila, pero está claro que la atmósfera siempre es peor que los estándares de pulido o deformaciones de montaje de los espejos del telescopio, cosa que no estaba clara antes de esta tesis.
3. De los estudios de diseño podemos concluir que, si bien se pueden conseguir sistemas ópticos de reimaginación que no limiten la reso-

lución del telescopio, un sistema bien estudiado, teniendo en cuenta las limitaciones que impone la instrumentación astronómica puede, no sólo posibilitar alcanzar el límite de difracción de un sistema precario y en difíciles y cambiantes condiciones como son los cambios de temperatura, cargas y tensiones gravitacionales y de componentes accesorios, sino que incluso mejora las capacidades de calidad óptica y, más aun, permite su extensión y funcionamiento en distintos telescopios con diferentes características.

4. En nuestro caso, ha sido significativo el concluir que hemos podido, en el Telescopio Carlos Sánchez, extender su alineado y optimización de la forma de su primario (gracias probablemente a ser un prototipo de espejo delgado) hasta alcanzar una calidad superficial contrastada de $\lambda/5$ en visible, cuando su especificación de pulido y montaje era de $\lambda/4$ a una micra. La verificación la hemos tenido a lo largo de estos cuatro últimos años, en los que sistemáticamente hemos comprobado que la forma Pico-Valle nunca la hemos reducido de $0,3\mu\text{m}$, pero el *rms* lo hemos tenido varias veces por debajo de 100 nm.
5. El algoritmo de procesado basado en la utilización de los valores más altos de los centroides de *speckle* ha demostrado que no necesita determinar la calidad de cada una de las manchas de difracción y su ordenamiento previo a la selección para alcanzar la visualización del disco de Airy en tiempo real (basta con definir un mínimo de calidad). No obstante, la ordenación antes de la selección consigue alcanzar niveles de contraste mucho mejores aprovechando muchas más imágenes afortunadas.
6. El desarrollo de un instrumento utilizando las técnicas de prototipado a partir de sistemas de laboratorio o ya prediseñados permite conseguir un sistema funcional reduciendo al mínimo el coste en material, equipos y recursos, y minimizando el tiempo de desarrollo e implementación y puesta a punto del mismo, además de facilitar el AIV.
7. Este desarrollo permite, asimismo, la modularización, con lo cual facilita y acelera el posterior desarrollo, ampliación y mejoras del instrumento, incluso de adaptaciones complicadas o específicas como pudo ser en nuestro caso el acceso a GTC. Creemos que entra

también en este punto la extensión a nuevos prototipos que surgen como aplicación (Wide-FC y FC@NAOMI). Hemos de destacar que fuimos el primer instrumento instalado en el mayor telescopio del mundo, GTC, obteniendo buenos resultados además.

8. La modularización del *software* también resulta ser muy conveniente para el instrumento y los nuevos desarrollos que pueden usarlo, como programa de procesado y como sistema de control activo para estabilizar y potenciar el telescopio en rango espectral y capacidades de observación.
9. En lo que se refiere a los resultados, la primera conclusión que debemos destacar es que el instrumento y la técnica posibilitan superar los límites teóricos de la observación con *seeing* desde un observatorio en tierra. La técnica en sí incide fundamentalmente en el tiempo de coherencia al tomar imágenes dentro de ese valor y con la selección de las mejores imágenes supera el límite de la longitud de coherencia. Sabemos que hay una degradación de la imagen de centro a borde del campo pero, aun así, la suma de las imágenes afortunadas una vez recentradas, a partir de alguna dentro del campo de visión, permite superar el campo corregido más allá de la limitación del ángulo isoplanático. Si se consigue adaptar el algoritmo de procesado a un ajuste zonal, el campo corregido podrá ser muy superior tanto en tamaño como en calidad.
10. La consecuencia anterior nos permite también inferir que el sistema es capaz de obtener un rendimiento extra de los telescopios de tamaño intermedio, de los que hay muchos y, por tanto, muy aprovechables para trabajos de alta resolución. Además, hemos comprobado que no tenemos los límites de otras técnicas de alta resolución como la Óptica Adaptativa con el mínimo FWHM y el límite del ángulo isoplanático. La futura evolución de los instrumentos aplicando esta técnica ha de encaminarse hacia mayores detectores y mayores telescopios, a instrumentos más complejos y a conseguir un procesado que mejore las capacidades fotométricas de este tipo de observaciones.
11. El acceso al telescopio NOT, con 2,5 m, equivalente al telescopio espacial, nos ha demostrado que la técnica y el instrumento lo hacen un sistema competitivo con HST dado que, aunque no ganamos en

tiempo de integración, sí es tiempo de observación mucho más barato y accesible. Podemos obtener imagen al límite de difracción, aparentemente, hasta la misma profundidad que el Hubble.

12. También, hemos comprobado que nuestra técnica es el futuro de la detección astronómica, al menos desde tierra. Ésta se hará con procesamiento de imágenes sobremuestreando las perturbaciones atmosféricas y optimizando el recentrado y suma de imágenes afortunadas. Mejores detectores, mayores velocidades de lectura, mayor amplificación, menor ruido, rangos dinámicos mayores y posiblemente variables, exposiciones diferenciales sobre el mismo detector, respuestas selectivas por píxeles o ventanas, etc.
13. El desarrollo del proyecto ha cumplido sobradamente los objetivos buscados, generando además un desarrollo extra de otra instrumentación y de otros instrumentos. Ha posibilitado también la aplicación de la técnica y el instrumento para desarrollar numerosos trabajos de investigación como complemento a otras técnicas o iniciar nuevas líneas, como hemos visto repasando las propuestas de observaciones.
14. Además, ha resultado en un conjunto de ideas de aplicación a otros campos instrumentales que se pueden beneficiar de este trabajo.
15. Finalmente, podemos estar orgullosos del trabajo realizado al haber exprimido el tiempo, los recursos y el equipamiento para producir y entregar a la comunidad astronómica e instrumental un sistema que permite identificarse con la máxima de I+D+i y que aúna la ingeniería óptica, instrumental y la Física Aplicada y la Astrofísica.

7.1.1. Logros

De los resultados obtenidos, destacamos los siguientes:

- Hemos diseñado un sistema óptico telecéntrico de alta tolerancia dimensional que mejora las capacidades ópticas de TCS y permite acoplarse a distintos focos en otros telescopios manteniendo sus capacidades y sin limitar la resolución de ninguno de ellos.
- Hemos diseñado un sistema opto-mecánico estable capaz de adecuarse a los cinco planos focales en que fue utilizado.
- Hemos alcanzado el límite de difracción en banda I en el telescopio de 1,5 m, TCS, y en bandas R e I en NOT, de 2,5 m.

- Hemos obtenido las imágenes de mejor resolución jamás conseguidas hasta la fecha con los cuatro telescopios en que fue probado FastCam: TCS, NOT, WHT y GTC. En el WHT logramos la mejor imagen nunca tomada desde las Islas Canarias.
- Conseguimos igualar en resolución y profundidad al telescopio espacial en el estudio del cúmulo globular M15.
- Se visualizan varios sistemas binarios sólo deducidos previamente por métodos espectroscópicos o interferenciales.
- Aportamos datos visuales para concretar los parámetros orbitales de al menos un sistema binario.
- Se ha llevado a cabo un trabajo de Diplomatura de Estudios Avanzados que ha implicado el desarrollo de los procesos de reducción de datos y ha sido fuente de muchas de las imágenes y datos científicos que hemos revisado. Además, está permitiendo el desarrollo de varios trabajos de tesis basados en estudios y observaciones realizadas con FastCam.

Consecuentemente, hubo más desarrollos de instrumentación, paralelos a los anteriores, que no directamente caen dentro de los objetivos de la tesis pero que son igual de importantes en su aportación al aprendizaje y como desarrollo del instrumento. Se anexan los siguientes resultados adyacentes:

- Se desarrolla un *software* de procesado rápido, potente y con capacidades profesionales que no han mostrado los desarrollos previos y, que sepamos, ninguno posterior.
- Se implementa un sistema de previsualización en tiempo real utilizando un sistema de FPGA como multiplexor.
- Se desarrolla un sistema de compensación cromática atmosférica lineal de prismas (ADC).

7.1.2. Futuro

A lo largo del desarrollo del trabajo hemos siempre tenido muy presentes las posibilidades de futuro del instrumento y de sus capacidades y prestaciones. En todo momento hemos sabido que el instrumento es mejorable y que tiene que crecer. También hemos querido siempre mantener el sello «marca de la casa» para denotar la

forma en que hemos trabajado y hemos conseguido los hitos que ya se han expuesto. De igual manera, hemos comentado a lo largo de la tesis distintas ideas sobre las posibilidades de evolución del proyecto y las que ya están en marcha: AOLI, Coronógrafo, PlanetCam, WFC. Y, por supuesto, las ideas que demuestran todo lo que todavía está por hacer y que, en verdad, se puede hacer. A modo de resumen, podemos citar las mas relevantes:

- La evolución de los detectores a sCMOS, con mayor resolución, mayor tamaño, menor ruido, más capacidades zonales.
- La adaptación a sistemas multipupila para telescopios de gran diámetro.
- La incorporación de detectores IR.
- La mejora y el desarrollo del control de las capacidades fotométricas.
- La mejora e incorporación de capacidades zonales al programa de procesado, además de capacidades de procesar de modo óptimo imagen extensa.
- La incorporación de un módulo de control para que el sistema de *Lucky Imaging* actúe como servo o lazo para otros instrumentos dentro de una Caja de Adquisición y Guiado: *TipTilt*, Correlador, Guiado, Espectrógrafo, etc.
- La incorporación como detector y procesado suplente en otros instrumentos.
- Adaptación a otros campos como Oftalmología, Fotografía y Vídeo, Control de calidad y Seguridad.

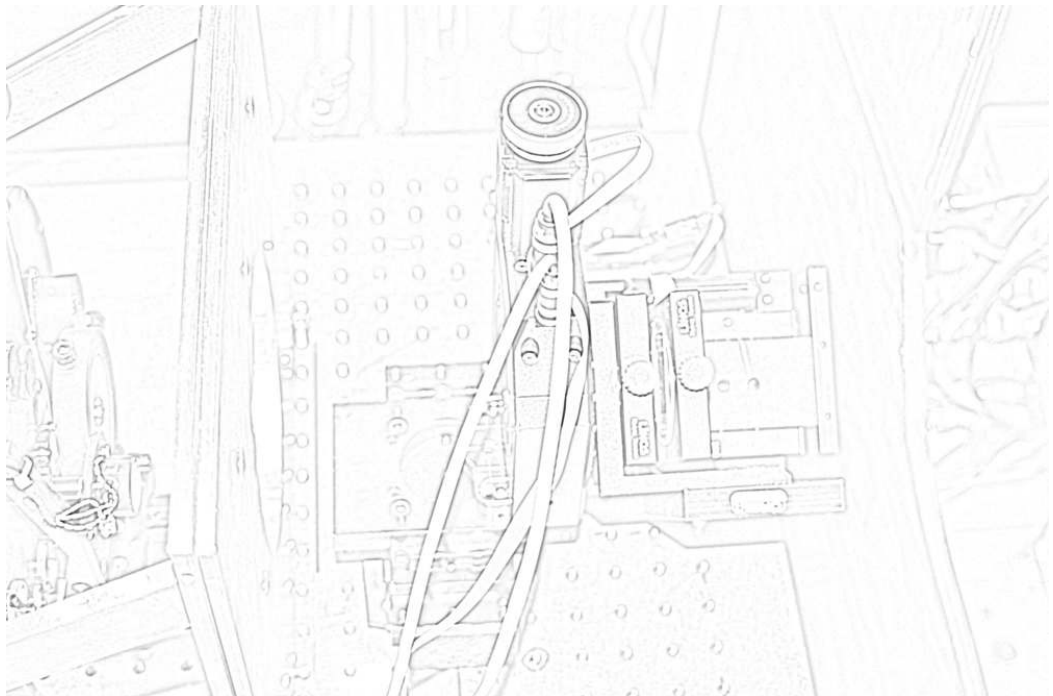
Anexos

Apéndice A

Corrector de Dispersión Atmosférica: ADC

*En el fondo, los científicos somos gente con
suerte: podemos jugar a lo que queramos durante
toda la vida.*

Lee Smolin



En los diseños y desarrollos de sistemas ópticos e instrumentos para Astrofísica nunca me había enfrentado a la necesidad de contemplar la incidencia de la dispersión cromática atmosférica (DCA). Siempre había trabajado bajo los criterios de una mancha gaussiana de dos o tres píxeles de anchura a mitad de altura (FWHM), y para eso considerando como mucho $0,5''$ en ese ancho. La dispersión cromática en el rango azul es de $0,5 \text{ arcsec}$ a 45 grados del zenit o de elevación, pero, a esa altura, la calidad de la atmósfera nunca la suponemos mejor de 1 o 2 arcsec , y va a peor cuanto más bajo apuntamos el telescopio. Por tanto, este nunca era un factor a considerar.

I.a. Dispersión Cromática Atmosférica

La dispersión cromática atmosférica se produce en la dirección de zenit a horizonte y su valor aumenta con el ángulo de distancia zenital debido a la refracción atmosférica diferencial para cada longitud de onda.

Al empezar a trabajar con sistemas de Óptica Adaptativa y alta resolución espacial comenzábamos a hablar de lo preocupante que podría ser y hasta qué punto nos afectaría este efecto. Como los sistemas de Óptica Adaptativa hasta hace muy poco sólo los utilizábamos en bandas NIR o SWIR, o como mucho en filtro R ($DCA \sim 0,2 \text{ arcsec}@45^\circ$), tampoco suponían un criterio a tener muy en cuenta. Sin embargo cuando empezamos a trabajar con FastCam, ya en TCS, vimos que, para banda I ($0,75 - 0,95 \mu\text{m}$), a partir de los 25 o 30° los 50 mas de dispersión cromática en esta banda empezaban a hacerse notar. Pensando en los telescopios mayores y en no limitarnos a esa porción de cielo, donde la DCA está por debajo del límite de difracción de los telescopios, nos planteamos el diseño de un corrector de dispersión atmosférica (ADC).

I.a.1. Evaluación

La dispersión atmosférica es un efecto de segundo orden considerado como la variación de la refracción como una función de la longitud de onda. Depende de diferentes parámetros: longitud de onda, distancia zenital, coordenadas, temperatura, presión y tiempo.

Teniendo en cuenta todas estas variables, la dispersión, en arco segundos, para dos longitudes de onda está dada por la ecuación A.1:

$$\delta(\lambda_f, \lambda_i) \approx 3600 \frac{180}{\pi} \cdot (n(\lambda_f) - n(\lambda_i)) \cdot \tan z, \quad (\text{A.1})$$

donde el índice de refracción es una función de la longitud de onda, presión y temperatura:

$$n(\lambda) - 1 = \left[64,328 + \frac{29498,1}{146 - (1/\lambda)^2} + \frac{255,4}{41 - (1/\lambda)^2} \right] \cdot 10^{-6} \cdot \frac{P \cdot [1 + (1,049 - 0,0157 \cdot T) \cdot 10^{-6} \cdot P]}{720,883 \cdot (1 + 0,003661 \cdot T)} \quad (\text{A.2})$$

Finalmente, la dispersión atmosférica puede calcularse usando la siguiente ecuación A.3:

$$\delta = 3600 \frac{180}{\pi} \left[\left[64,328 + \frac{29498,1}{146 - (1/\lambda_f)^2} + \frac{255,4}{41 - (1/\lambda_f)^2} \right] 10^{-6} \cdot \frac{P \cdot [1 + (1,049 - 0,0157 \cdot T) \cdot 10^{-6} \cdot P]}{720,883 \cdot (1 + 0,003661 \cdot T)} + 1 \right] - \left[\left[64,328 + \frac{29498,1}{146 - (1/\lambda_i)^2} + \frac{255,4}{41 - (1/\lambda_i)^2} \right] 10^{-6} \cdot \frac{P \cdot [1 + (1,049 - 0,0157 \cdot T) \cdot 10^{-6} \cdot P]}{720,883 \cdot (1 + 0,003661 \cdot T)} + 1 \right] \cdot \tan z \quad (\text{A.3})$$

I.b. ADC

Como casi todo en este proyecto, había que tener un ADC cuanto antes y a mínimo coste. Hasta donde yo entiendo, los correctores acromáticos que se insertan en los sistemas ópticos actuando con el doble efecto de lente y corrector cromático están más pensados para corregir la cromática del diseño, pero está claro que es perfectamente aplicable a la dispersión atmosférica, sólo hay que hacer el sistema activo para orientar la corrección en función de la posición del objeto observado. No me parecía, sin embargo, que fuera una opción apropiada para nuestro sistema. No lo consideré, ni siquiera el planteamiento de coste o tiempo llegaron a pesar en mi decisión.

Un ADC bueno e idealmente apropiado para casi cualquier sistema es un doble biprisma de Amici. Éste está formado por dos láminas iguales y contrapuestas, constituidas por dos prismas de igual ángulo pegados, cada prisma de material y espesor distintos para compensar un cierto rango de cromaticidad. Este sistema se integra en el haz convergente prefoco y rotando los biprismas se consigue reducir hasta anular la aberración cromática lateral, similar a la dispersión cromática atmosférica. Ésta es, como digo, «la opción golosa». Pero el inconveniente es que necesita un cierto estudio para adaptarlo al haz de cada telescopio, y en nuestro caso podía suponer materiales o espesores distintos. Además, el precio, aunque asumible, no es barato. A pesar de todo esto, lo que más echaba para atrás era el tiempo que nos daban para la fabricación y garantía de equilibrado.

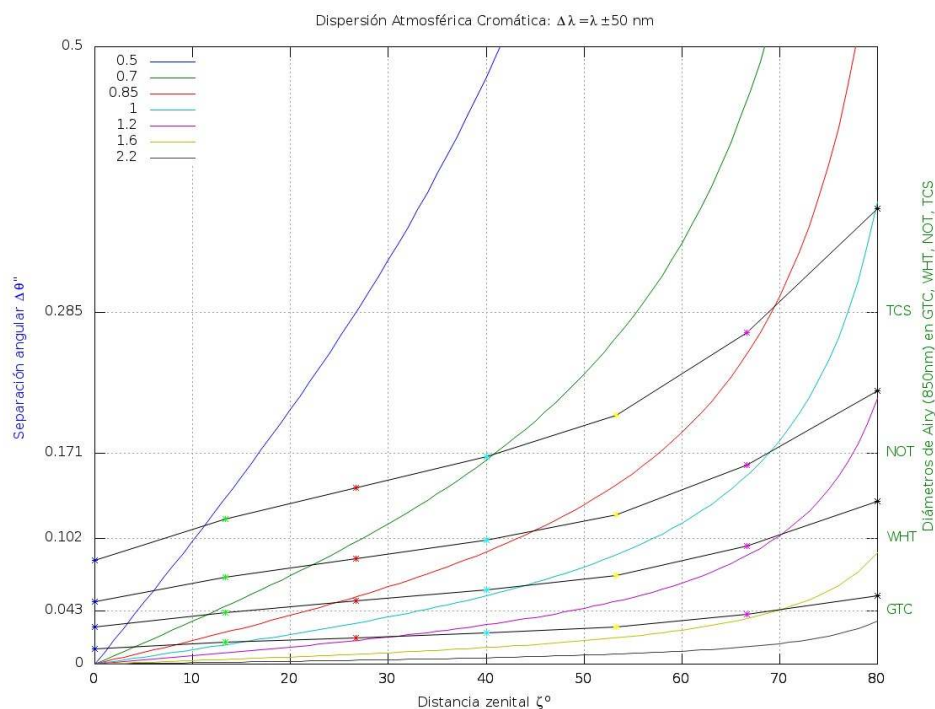


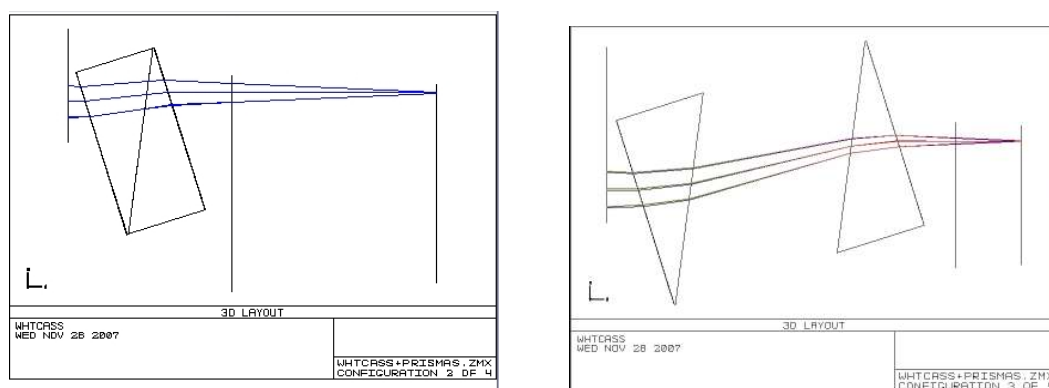
Figura A.1: Curvas de dispersión cromática para diferentes longitudes de onda. En el eje X tenemos los valores de distancia zenital y en Y el tamaño angular. Las referencias angulares corresponden a los diámetros del disco de Airy de cada telescopio TCS, NOT, WHT y GTC. Las curvas negras con puntos de colores corresponden a los límites de resolución según la longitud de onda para cada telescopio.

Por tanto empecé a estudiar las opciones más prácticas y más a mano que tenía. Éstas se centraban en dos opciones. La primera contemplaba el uso de los prismas rectos de pequeña cuña contra-rotantes y de separación. Según mi primera valoración, los prismas rotantes tenían el inconveniente de desplazar el haz lateralmente en un círculo con radio y dirección variable según la relación de la orientación de las inclinaciones de las cuñas. Eso, que dicho así parece un lío, es un rollo. Bromas aparte, aunque es una solución rápida, funcional y no demasiado complicada de implementar opto-mecánicamente, prefería no tener que recurrir a ella. La corrección se hace en este caso orientando uno de los prismas con respecto al otro, desde una posición neutra (lámina planoparalela) donde no se produce dispersión hasta el punto donde se alcanza el valor buscado del desplazamiento azul-rojo que compense el valor contrario de la atmósfera. La orientación de la dispersión se consigue rotando simultáneamente los dos prismas para alinear la línea de color con el ángulo horario.

Realmente, la decisión de usar un ADC longitudinal he de reconocer que fue fundamentalmente práctica. Cuestión de tiempo y coste. Después vinieron los estudios y el reconocimiento de ser la mejor opción.

En el momento de plantearnos el ADC acababa de recibir los prismas de corrección anamórfica del doble haz polarimétrico para el espectrógrafo de alta resolución en infrarrojo GRIS, para el telescopio solar GREGOR. Estos prismas se habían encargado específicos con un tamaño de 25×50 mm y 25° . Se encargaron 10 de ellos. Cuatro para el sistema de corrección de GRIS, otros para un sistema similar para el montaje del polarímetro en el telescopio VTT, y dos considerados de repuesto.

En las tareas de diseño de las estructuras soporte se me ocurrió un diseño para sujetarlos y montarlos en un ADC lineal para FastCam. La posibilidad de instalarlos en los rotadores de que disponemos en laboratorio era más complicada dadas sus dimensiones.



(a) Trazado de rayos a través de los prismas en posición neutra.

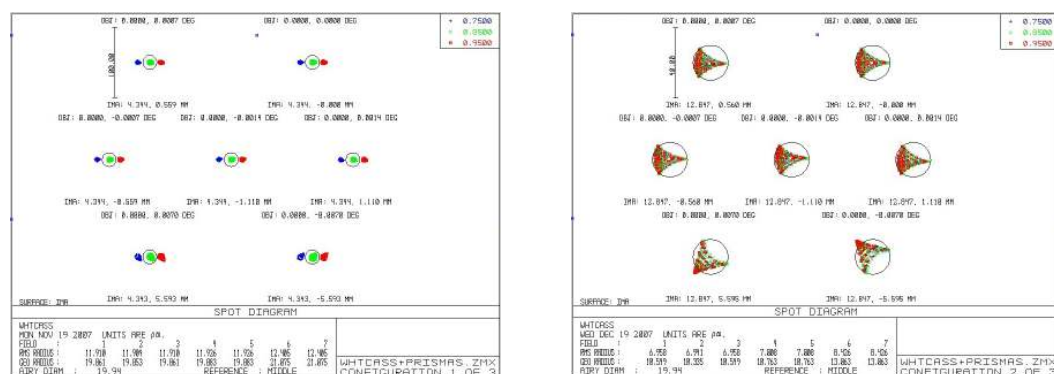
(b) Trazado de rayos a través de los prismas en posición de corrección.

Figura A.2: Desviaciones del trazado de rayos en el foco del telescopio debidas a la intrusión de los prismas en el camino óptico.

Preparé entonces un estudio sobre el comportamiento de un sistema lineal de prismas y realicé una simulación con el programa de Diseño Óptico Zemax para ver cuál sería su comportamiento óptico, en dispersión y aberraciones introducidas al sistema. He de mencionar aquí que un vidrio neutro, una lámina plano paralela en un sistema óptico en haz convergente, produce aberración esférica, y cuando los prismas se separan hay una diferencia de camino entre los ejes transversal y sagital que introduce astigmatismo.

El resultado no era todo lo óptimo que se desearía. La esférica cuando los prismas

estaban pegados, sin compensación cromática, era asumible, pero al separarse las aberraciones aumentan por encima del límite de difracción. No obstante, analizando la elongación de la imagen en cada longitud de onda deduje que podía compensarla con una inclinación de los prismas, hasta el punto de conseguir llevar las aberraciones y la mancha de dispersión cromática dentro del disco de difracción del telescopio. En este caso tomé el WHT como ejemplo de cálculo.



(a) Dispersión cromática con los prismas en posición neutra. (b) Diagramas de manchas con la corrección de los prismas.

Figura A.3: Diagramas de manchas para la corrección cromática de la banda I a 60° de distancia zenital. Recordemos que las formas geométricas del trazado de rayos no existen dentro del disco de difracción de Airy que se representa.

Esto resultaba en tener en configuración neutra una lámina planoparalela inclinada, que además de esférica introducía astigmatismo. Haciendo un estudio más elaborado pude verificar que la esférica era ligeramente menor y el astigmatismo quedaba dentro del límite de difracción cuando la inclinación de los prismas era de $17,5^\circ$. Probando el sistema en las distintas bandas posibles de trabajo (B, V, R, I) verifiqué que podía compensar valores de dispersión cromática atmosférica por encima de 45° en todas las bandas separando los prismas hasta 26 mm.

I.b.1. Geometría

Un sistema longitudinal también tiene el inconveniente de desplazar el eje de la imagen, así que se necesitaba caracterizar matemáticamente ese efecto y tenerlo en cuenta en el sistema de control para evitar perder la estrella en observación, de modo que supiéramos cuánto había que corregir el apuntado para tener corregida la dispersión cromática. Por este motivo desarrollamos las ecuaciones geométricas de

propagación del eje de observación, para tener el desplazamiento en posición neutra y cuando se iban separando.

La ecuación de transmisión de un prisma viene dada por:

$$\sin \tau_2 = \sin \alpha \sqrt{n^2 - \sin^2 \varphi} - \sin \varphi \cos \alpha, \quad (\text{A.4})$$

donde α es el ángulo del prisma, φ es el ángulo de incidencia o inclinación del prisma y τ_2 es el ángulo de salida (segunda refracción). Si θ es la diferencia entre el ángulo de incidencia y el de emergencia, entonces se verifica:

$$\theta = \varphi - \alpha + \tau_2. \quad (\text{A.5})$$

Si τ_1 es el primer ángulo de refracción, $\sin \tau_1 = \frac{\sin \varphi}{n}$.

Entonces la desviación, h_0 , producida por la lámina, equivalente, de los dos prismas, que se corresponde con la desviación inicial introducida por los dos prismas pegados, será:

$$h_0 = x (\sin \varphi - \tan \tau_1 \cos \varphi), \quad (\text{A.6})$$

siendo x el espesor total del vidrio.

Cuando los prismas se separan, la desviación aumenta por el recorrido con ángulo τ_2 que desplaza el eje del haz.

Entonces, respecto a la desviación inicial, la desviación del haz, h , producida por la separación, s , de los dos prismas viene dada por:

$$h = s \cdot \frac{\sin \theta \cdot \cos(\alpha - \varphi)}{\cos \tau_2}. \quad (\text{A.7})$$

Todo esto, aplicando los valores de nuestros prismas, llevado a coordenadas de cielo equivaldrá a: 1,03 arcsec/mm de separación.

I.c. Implementación

Una vez obtenidos los parámetros que verificaban la viabilidad del sistema, propuse un trabajo para el máster de instrumentación astronómica para realizar todas las pruebas de laboratorio con el fin de verificar la operatividad y calibrar los movimientos. En el trabajo también se buscaba la viabilidad y calibración de otro sistema de compensación, por balanceo de los prismas, que teóricamente funcionaba en di-

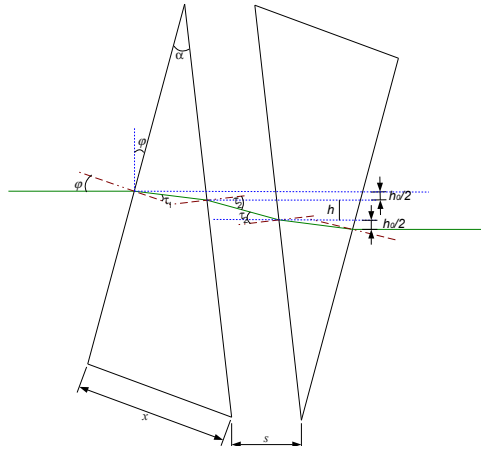


Figura A.4: Parámetros de cálculo de la transmisión de los rayos a través de dos prismas de un ADC longitudinal.

seño y que, al ir montado en haz colimado, no implicaría desplazamiento del eje de observación.

El trabajo finalmente demostró la viabilidad y la linealidad del sistema longitudinal. También se comprobó que el sistema de balanceo podía funcionar en un cierto rango. No obstante, se vio que había más de una solución posible para cada posición de un prisma, lo cual hacía prácticamente imposible calibrar un procedimiento fiable.

Del trabajo de máster elaboramos una comunicación en forma de póster que llevamos al congreso de instrumentación astronómica de SPIE de 2008 en Marsella.

Los prismas los integramos en dos monturas ópticas del laboratorio, para lo cual hicimos unas piezas en donde se fijaban los prismas con el ángulo de $17,5^\circ$. Las dos piezas se montaron en un deslizador micrométrico motorizado, una en la parte fija y la otra en la móvil, con un recorrido total de 26 mm. El conjunto lo acoplamos mediante una «L» a un rotador que permitía fijar la orientación de la línea de dispersión, y por tanto de su corrección.

I.c.1. control

Dado que eran motores de laboratorio para los cuales tenemos desarrolladas rutinas de control para ser usadas a través de una consola MATLAB, en el proyecto de máster también se incluyó el desarrollo de los programas específicos para posicionar los prismas en función de las coordenadas de la estrella en el momento de ser apuntada. A partir de ahí el programa continuaba la rotación y separación calibrada durante el seguimiento.

Por problemas de detectividad, falsamente atribuidos a los prismas del ADC, no los llegamos a utilizar de modo continuo en las campañas de 2007 en WHT y de 2008 en NOT, pero sí en 2008 en WHT, donde tuvimos que proceder a control manual sin dejar la corrección al programa por no haber interpretado que el derrotador óptico instalado en el foco Nasmyth del telescopio ya se encargaba de orientar la línea de elevación del objeto. Debido a esto nuestro programa sobre corregía y perdíamos el alineado.

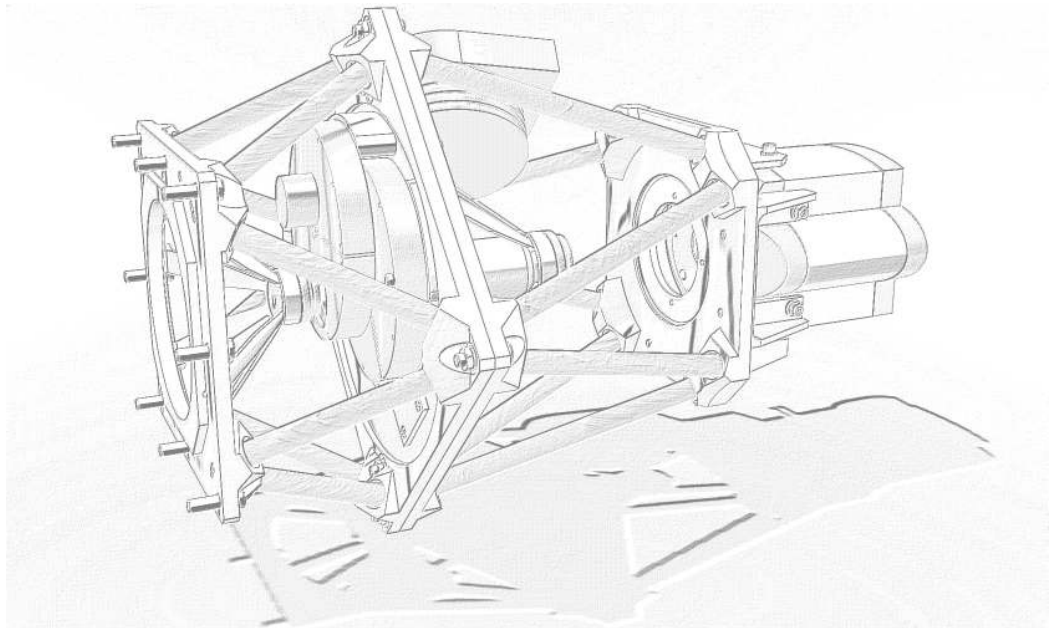
No obstante, verificamos que el sistema funcionaba correctamente y con los valores esperados, incluso en la desviación, que resultó más parecida a la calibración en laboratorio que a la fórmula. La interpretación confirmó que la diferencia venía de que los prismas ni eran del todo iguales ni tenían realmente el valor de 25° sino algo menos.

Apéndice B

Montura IDOM

*Si haces lo que siempre has hecho nunca llegarás
más allá de donde siempre has llegado.*

Anónimo



En algún momento dado nos dimos cuenta de que FastCam era una realidad y que iba a estar yendo de forma más o menos regular a los telescopios del observatorio del Roque de los muchachos en la isla de La Palma. En vista de esta situación, el jefe de las instalaciones telescópicas del IAC, responsable, entre otros, del telescopio TCS en el observatorio del Teide, decidió que se requería un instrumento de uso común fijo en este telescopio, de manera que no se viese afectado por los dichos viajes. Para ello contactamos con la empresa de proyectos de ingeniería IDOM debido a su experiencia previa en otros múltiples proyectos instrumentales del IAC y a su excelente relación calidad/precio.

Una vez puestos en antecedentes y con las convocatorias de la CDTI de fondo, les propusimos un estudio del sistema y que nos ofertaran un sistema profesional que permitiese dejar el instrumento con una estructura específica y definitiva, abandonando ya la montura y el estatus de prototipo.

II.a. Estructura soporte de FastCam

En las especificaciones hacíamos hincapié en lo importante que era conseguir una estabilidad de la escala de imagen. Es decir, que durante una observación no variasen las distancias del sistema de reimaginación de modo que todas las imágenes fueran congruentes. También era importante que esta posición fuera lo más estable posible en el tiempo.

El proceso de interacción que siguió fue provechoso, ya que algunas de las preguntas que nos hacían en muchos casos no nos las habíamos planteado siquiera. Entre otros muchos asuntos, discutimos sobre la variabilidad de temperatura durante una observación, los cambios térmicos que tiene entre el almacén, cuando no está en uso y la cúpula, las cargas que sufre durante el movimiento del telescopio, la orientación en la que irá situado, etc.

Muchas de las cuestiones no tenían demasiado sentido y denotaban la ignorancia del trabajo en telescopio, pero otras representaban cuestiones que requirieron algunos trabajos de estudio, sobre todo teniendo en cuenta que el Diseño Óptico era muy tolerante. Como ejemplo tuvimos que determinar la carga que representan las mangueras de refrigerante y si las tensiones cambiaban durante la observación, lo que nos hizo replantearnos algunos de los hábitos de trabajo. Gracias a ello, hoy en día las mangueras están fijas a la estructura móvil del telescopio.

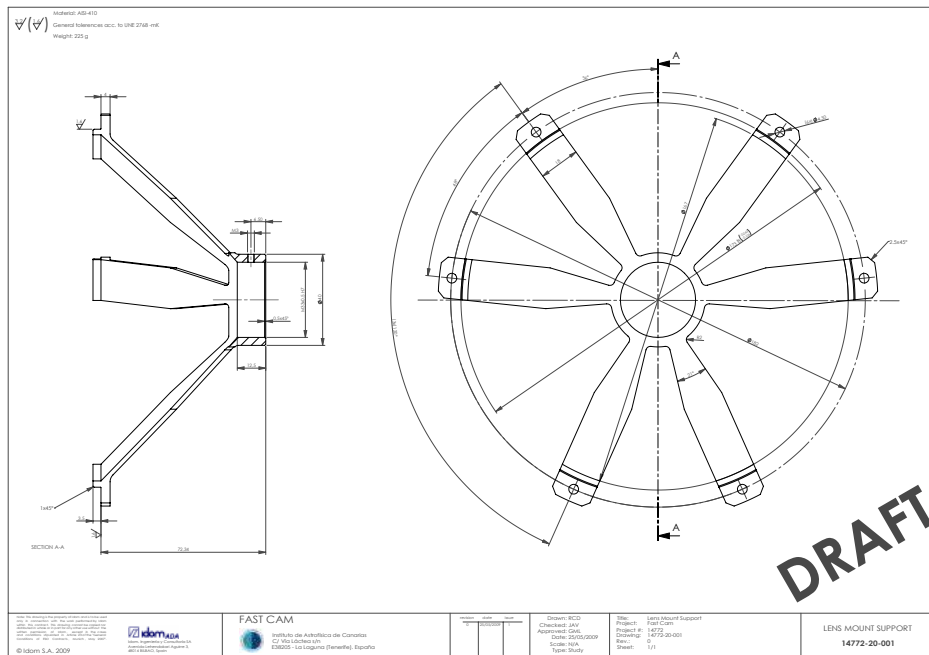


Figura B.2: Plano del soporte del colimador.

ma de la posición relativa de las lentes y el plano del detector de 100 y 200 μm , muy por debajo de las tolerancias del sistema óptico. Está claro que el sistema presentado nos convenció. Hoy representa la estructura optomecánica de FastCam.

II.a.2. Filtros

Para los filtros usaron dos ruedas comerciales que habíamos seleccionado nosotros y que permiten montar y desmontar la rueda soporte de los filtros del engrane que la mueve, y además posibilitan montar distintos tipos de ruedas de más o menos aberturas para filtros.

Una de las ruedas, con cinco aberturas, quedaba en posición bloqueada que no puede abrirse sin desmontarla y que se consideraba apropiada para contener los filtros de las bandas estándar que no se cambian, y la otra, con ocho aberturas, apropiada para montar filtros más pequeños y más específicos, incluso que pueda traer el astrónomo para una cierta línea o banda. Esta rueda sí permite su manipulación y extracción del soporte con facilidad.

II.a.3. Cámara de campo

La cámara de campo la habíamos definido como un modelo ST de SBIG, controlada por puerto USB. Esta CCD va soportada junto a una lente objetivo a la placa base a través de un doble enganche en «L», permitiendo poner la lente a la distancia apropiada.

Enfrente, fijo también a la placa, se sitúa el módulo soporte del espejo, que se intercala en el camino óptico por medio de un motor paso a paso.

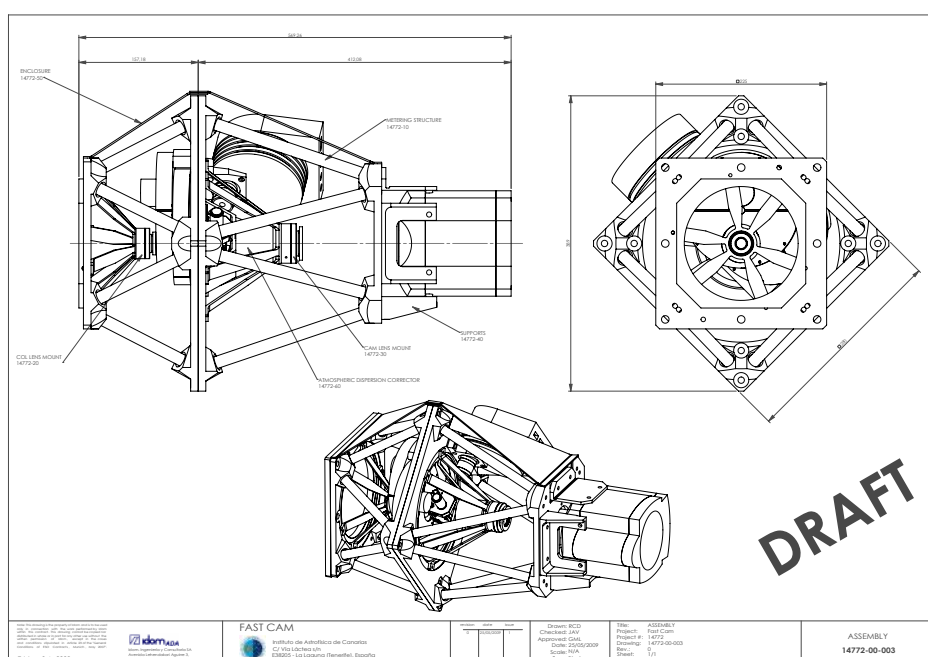


Figura B.3: Plano de conjunto con vista 3D.

II.a.4. Detector

El detector se fija a la placa final a través de dos placas en «L» que la estructuran y permiten un cierto juego para ajustar y alinear el centrado del sensor.

II.b. ADC

La placa final internamente tiene un perfil para insertar el posible ADC que también diseñaron motorizado y muy compacto. Uno de los motores gira un cilindro

que contiene los dos prismas y otro motor hace girar un cilindro que a contrarrosca hace avanzar al otro prisma, y que con una guía evita que el prisma rote.

Sin embargo, hemos parado su construcción al descubrir que el conjunto de prismas seleccionado no permite su inclusión en un haz de abertura numérica tan grande conservando las condiciones de límite de difracción. Además, implicaría un recorrido cinco veces superior para la misma compensación.

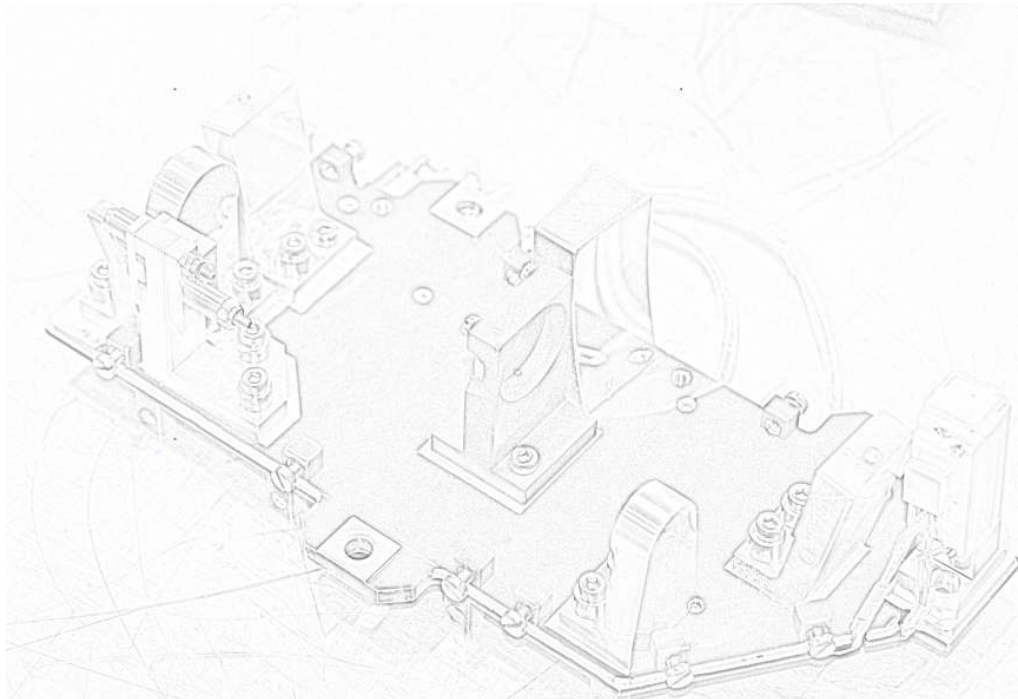
El sistema sería ideal si se pudiera montar en la placa de interfaz con el telescopio, aunque probablemente interferiría con la estructura interna de la caja de adquisición y guiado.

Apéndice C

Curriculum Instrumental

No se lo que pareceré a los ojos del mundo, pero a los míos es como si hubiese sido un muchacho que juega en la orilla del mar y se divierte de tanto en tanto encontrando un guijarro más pulido o una concha más hermosa, mientras el inmenso océano de la verdad se extendía, inexplorado frente a mí.

Isaac Newton (1642-1727)



Éste es un apéndice no habitual en una tesis y, desde luego, no en una tesis de Física. Lo normal es que la tesis constituya el primer paso en el campo de la ciencia, o incluso de la ingeniería, en las labores de investigación y desarrollo. Obviamente, no es mi caso, y el tiempo dedicado a la instrumentación me ha reportado un fondo de experiencia y conocimientos adquiridos que no se dan en la presentación de trabajos de tesis habitualmente.

En este punto creo que es necesario hacer un recuento, o biografía profesional, de lo que ha sido mi trabajo y tratar de explicar cómo he llegado a atreverme a diseñar y construir un instrumento como FastCam.

III.a. Curriculum instrumental

Todos sabemos que un curriculum es una forma de recoger un resumen o compendio de los trabajos y labores profesionales que se han contrastado y que normalmente se resumen en los artículos y comunicaciones, labores de gestión de presupuestos y demás tareas de desarrollo de proyectos, con los méritos que en experiencia y adquisición de conocimiento conlleva. Habitualmente, en el caso de ingeniería o, como éste, en instrumentación y desarrollo, se elabora una sección con «otros méritos» donde se resumen los trabajos complementarios con suficiente relevancia como para significar algún aporte técnico o científico en el campo de trabajo directo o en tareas complementarias. Los apartados de cursos, estancias cortas de trabajo o entrenamiento y colaboraciones o asesoramiento también rellenan otras secciones.

Aquí voy a presentar sólo lo que considero los trabajos más relevantes de la participación en proyectos que sustentan la ruta de mi trabajo como instrumentalista. Además intentaré describir los hitos más interesantes de este camino.

III.a.1. Otros méritos

A modo de resumen, una breve descripción de los trabajos realizados a lo largo de mi carrera y las técnicas dominadas que creo se corresponden con la línea de evolución y aprendizaje que me han servido para llegar a este punto.

Por Instrumentos:

- Calibrado de un sistema espectrométrico y radiométrico completo. Fuente, detectores y monocromadores para uso en laboratorio de instrumentación. 1982.

- Comparador espectroscópico. Puesta en marcha y calibración. 1982.
- Diseño, montaje y desarrollo de un sistema de Interferometría Holográfica. 1982.
- Telescopio solar Razdow: montaje y alineado (filtro H_{α} de múltiples láminas retardadoras ($\Delta\lambda = 0,003 \text{ \AA}$) + divisores). Cámara de luz blanca y seguimiento por sensor de 4 cuadrantes. 1983.
- Cálculo de un telescopio de 3,5 m. Presentado en la Asamblea Nacional de Astronomía y Astrofísica en Santiago de Compostela. 1983.
- Calibración espectrofotométrica de lámparas y detectores patrón en el Instituto de Óptica «Daza de Valdés» del CSIC en Madrid bajo la Dirección de Antonio Corrons (responsable de la definición de la candela como unidad y patrón de intensidad) y Alicia Pons. 1983.
- Desarrollo de un programa de análisis y calculo de Diseño Óptico. 1984.
- Telescopio IR «metro y medio» (Alineado).1984.
- Microdensitómetro. Puesta en marcha y calibración. 1984.
- Oftacrom. Desarrollo de un sistema de epectro-fluoro-fotometría de Análisis Clínico para Oftalmología (primer intento de Tesis. Ver [currículo Carlos Sánchez Magro](#)). 1983-1987.
- Estancia en el Centro de Investigación y Desarrollo de la Armada (CIDA) para estudio de las técnicas de evaporación y deposición de multicapas reflectantes y antirreflectantes para óptica en cámaras de alto vacío. Selección y compra de una evaporadora de alto vacío Balcers. 1986.
- Puesta en funcionamiento y aplicación de la camara de películas delgadas Balcers. Realización de espejos de Cr, Al, Ag y Au, así como multicapas de F_2Mg y TaO_3+SiO_2 . 1987.
- IPD. Calibrado de un sensor bidimensional fotoconductor.1988.
- ISOPHOT-S, (segundo intento de Tesis, codirigido por Paco Garzón & José Miguel Rodríguez Espinosa). Diseño, AIV, calibración. Diseños Optomecánicos (modelo de alineado, estructura de alineamiento en banco clase100, interfaz optomecánica criogénica (además pulido de un espejo de aluminio), sistema portafiltros y baffleado), *software* de control y visualización. Montaje, alineado (correcciones de diseño y fabricación), verificaciones y calibrado en laboratorio a temperatura de L-He (4,2 K). 1989-1996.

- Cámara CCD VIS 512x512 IAC80. Primer calibrado fotométrico de un detector CCD en el IAC. 1991
- Fotoplarímetro Solar Universidad de NIZA, ARCTURO. Alineado, puesta en marcha y calibrado. 1992.
- Correlador Solar. Diseño y AIV. 1993.
- GTC. Estudio de diseños de sistemas de imagen de gran campo en rangos 0,35 a 2,5 μm . 1994
- SFO. Diseño, prototipo, integración y puesta en marcha de un sistema Shack-Hartmann de sensado de frente de onda. 1995-1997.
- CAIN. Diseño, AIV. 1998.
- LIRIS. AIV. 1999-2003.
- OSIRIS. AIV. 2004-2009.
- GREGOR. Espectrografo: diseño, AIV. 2005-2011.
- UES/BARRAKITO/HORUS. Rediseño. 2007-2008.
- Espresso-Codex. Asistencia a Diseño Mecánico y consideraciones de AIV. 2007-2009.
- FC + WFC + Coronógrafo + AOLI (Tercer intento de Tesis, Dirección Ana Ulla Miguel y Alejandro Oscoz Abad). Diseño + Prototipaje + AIV + Desarrollo + Investigación. 2006-2012.
- LYSPLY. Consultoría y asesoramiento sobre las consideraciones de diseño de un colector y concentrador solar de gran área. 2008
- EST. Asistencia y supervisión de diseño: Telescopio + IFU y Espectrógrafo. Diseño Shabar. 2008-2011.
- Cafadis. Sensor de frente de onda Plenóptico y Vídeo 3D: diseño OEM (pendiente de patente) + AIV. 2008-2011.
- PlanetCam. Estudio y asesoramiento de concepto y diseño del instrumento y sus capacidades y posibilidades. 2011.
- EStranGIS. Diseño + AIV + seguimiento del tránsito de Venus. 2010-2012.
- CES-MT. Estudio de eficiencia y asesoramiento sobre un concentrador solar de temperatura media por lente de fresnel lineal, con modulación y corrección de esférica por líquidos de distinto índice. Heliocom-Ibernor. 2012-2013.

- EMIR. AIV. 2010-2013.

Por Técnicas:

- Radiometría, Fotometría, Espectroscopía, Interferometría.
- Microdensitómetro, Comparador, Detectores.
- Holografía, Interferometría holográfica.
- Diseño Óptico, Óptica Adaptativa,...
- AIV, Alineado, Calibración, Metrología óptica, Prototipaje, Optomecánica.
- Criogenia LN2, LHe, IR.
- Programacion: C, Fortran, Pascal, Matlab/Octave, Bash, Python.

Una lista de etiquetas o palabras clave que puedan definir mi trabajo y especialización:

Astronomía, Astrofísica, Instrumentación, Óptica, Radiometría, Diseño Óptico, Opto-mecánica, Prototipaje, AIV, Calibración, Metrología, Criogenia, IR, Óptica Adaptativa, Alta resolución.

III.b. Hitos

III.b.1. Clínica

OFTACROM

Desde el comienzo de mi trabajo en instrumentación, en el IAC, he estado ligado al mundo de la oftalmología. Mi primer instrumento consistió en un desarrollo que surgió a partir de un planteamiento inicial en varias charlas con el jefe del departamento de oftalmología del Hospital Universitario de Canarias¹. Tras unos montajes de laboratorio e ir explorando posibilidades y capacidades del uso de fibras ópticas y conteo de fotones se pasó a presentar un anteproyecto basándonos en las ideas y resultados obtenidos, para llegar finalmente a un Diseño Óptico y mecánico y su posterior

¹El catedrático Prf. Manuel Antonio González de la Rosa era Jefe del servicio de Oftalmología del HUC y jefe del departamento de la universidad de La Laguna. Ha sido una persona siempre ligada a la investigación y desarrollos de distintos instrumentos: Espectroftal, Oftacrom (fotómetro y espectrofluorofotómetro de barrido), varios Campímetros (Hypocampus –reflectivo, pero de tamaño muy reducido– y algunos basados en la luminosidad y contraste de pantallas de tubo CTR y LCD) y una modificación de un Retinógrafo para hacer espectralretinografía usando fibras ópticas e iluminando directamente con el color de interés y midiendo su reflectividad, en lugar de la tradicional iluminación blanca y medida en bandas, reduciendo la luz incidente sobre el ojo.

fabricación y puesta en marcha. Esto se produjo con un cierto retraso, ya que la parte electrónica y de control automático requirió esperar a tener a una persona capaz de desarrollar el trabajo, después de que la persona que inicialmente se ocupaba de ello se fuera.

Este proyecto me inició en las técnicas de detección y en las de Diseño Óptico y optomecánico, llegando a realizar un programa de trazado de rayos completo para entender el proceso, aunque los estudios más finos los realicé con un programa desarrollado por Francisco Cobos² en Algol y que yo reconvertí e implementé en Fortran en 1983. De este modo, conseguí compilarlo y ejecutarlo en el VAX de Digital y en el Eclipse de Data General que teníamos en la ULL y el IAC^(GC83). Este proyecto constituía mi trabajo de tesis doctoral, dirigida por el profesor Carlos Sánchez Magro, fallecido en 1985 cuando el trabajo estaba a medio hacer (ver http://www.syrma.net/docs/2009/05/06/sanchez/magro/doc_curriculo.html). La codirección estaba a cargo de Maximino Galán Nuñez quien dejó también el IAC unos meses después ese mismo año. No hubo responsable posterior que asumiera la continuidad de la dirección y finalización de la tesis.

Al mismo tiempo me inicié en el uso del programa de Diseño Óptico Code V, que por aquellas fechas lo ejecutábamos por conexión telnet con el ordenador de Optical Research en Pasadena, pagando un alquiler por «tiempo de CPU». Los datos los copiábamos a mano o, cuando teníamos una salida ya validada, redirigíamos a una impresora para guardar los números y visualizar un cierto graficado en modo texto con los caracteres fijos de la impresora, ergo gratia: \ | / - + x . * o ^ v < >.

El Oftacrom era un espectro-fluorofotómetro de análisis clínico que se conectaba a la lámpara de hendidura oftalmológica a través de una fibra óptica, de modo que podíamos medir ínfimas filtraciones de fluoresceína disuelta en la sangre a través de la barrera hematorretiniana. Esta técnica permitía la detección de problemas de diabetes y principios de ceguera diabética por desprendimiento de retina. El fotomultiplicador llevaba los sistemas de acondicionamiento que usábamos en Astrofísica. Iba encerrado en una cámara refrigerada con celdas peltier, y la superficie receptora que no era alcanzada por la luz estaba tapada por un imán toroidal para producir la deflexión de los electrones que se desprenden del cátodo por efecto Joule y que, debido a la amplificación, generan un ruido de fondo considerable. Además, para los

²+Francisco Cobos era diseñador óptico del Instituto de Astronomía de la UNAM (Universidad Nacional Autónoma de México). Es el diseñador, entre otros, del sistema óptico del instrumento OSIRIS, instrumento principal de primera luz de GTC. Los primeros contactos fueron a raíz del diseño del telescopio IAC 80 y un sistema de lentes como aplanador de campo. También participó en el diseño del sistema óptico del fotómetro IR de 32 elementos.

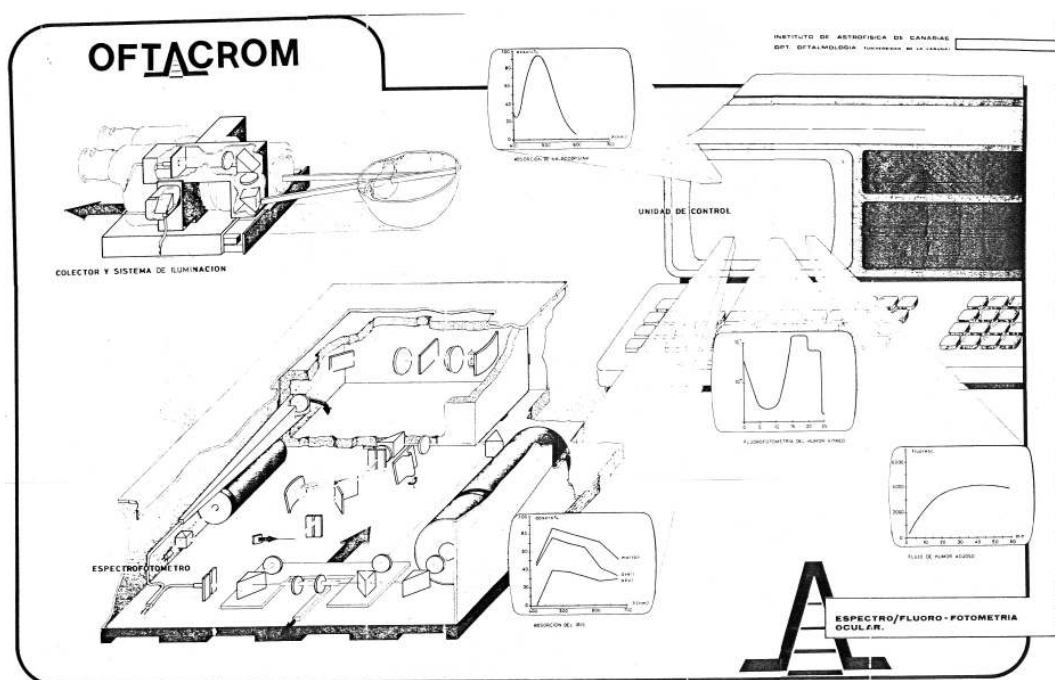


Figura C.1: Póster y esquema de presentación del instrumento de espectro-fluorofotometría de análisis clínico «Oftacrom».

estudios de primera exploración tenía un modo de conteo de fotones, ya que habíamos conseguido apantallar y reducir cualquier luz contaminante y disponíamos de un sistema sumamente eficiente. Adicionalmente, contaba con un modo espectroscópico insertando un circuito óptico a través de un monocromador para hacer exploraciones cromáticas de fondo de retina.

En el mismo módulo se incorporó una fuente de luz que se redirigía a otra fibra óptica de iluminación, de modo que iluminaba una rendija que se proyectaba en el foco del microscopio oftalmológico de la lámpara de hendidura definiendo, con la intersección de la rendija de observación a través de la fibra colectora, un volumen de humor vítreo que permitía calibrar la incidencia y difusión de la fluoresceína en el interior del ojo. Esta medida se hacía de modo automático, ya que el conjunto lo montamos en un carrito motorizado con un recorrido de 25mm. Los datos de fluorescencia en función de la profundidad permitían al médico encontrar los parámetros de velocidad de difusión a la vez que la cantidad de filtrado y, con ellos, determinar la gravedad de los problemas de retina. La alta transferencia de fluoresceína determina un debilitamiento de la barrera hematorretiniana e

indica la posibilidad de un desprendimiento y predice una posible diabetes. El trabajo clínico realizado con el Oftacrom posibilitó la realización de una tesis doctoral en medicina que fue galardonada con un premio nacional de tesis en el año 1989.

A lo largo de los años la colaboración con el departamento de oftalmología del Hospital Universitario de Canarias (antes General y Clínico de Tenerife), a través del profesor Manuel Antonio González de la Rosa, nos permitió el desarrollo de varios instrumentos, destacando dos espectrofotómetros (ESPECTROFTAL y OFTACROM), un campímetro (DELPHI) y un retinógrafo. También han sido varias las colaboraciones con el profesor José Luis González Mora, neurofisiólogo del Hospital Universitario de Canarias, con quien, entre otras cosas, realizamos la observación y control de la acción de las bombas de Na-K (sodio-potasio) en la interacción neuronal utilizando fibras ópticas (90 a 200 micras) como estimuladores y colectores. Éstas se probaban en ratas de laboratorio del animalario de la facultad de Medicina de la Universidad de La Laguna. Y el proyecto quizás más conocido sea el Espacio Acústico Virtual, en el cual se convertían en frecuencias acústicas las imágenes colectadas por dos cámaras en modo estereoscópico. Este sistema permitió a las personas invidentes que colaboraron en el trabajo llegar a desarrollar visión-acústica autónoma. El proyecto se paró fundamentalmente por la necesidad de un duro entrenamiento y lo pesado del equipo necesario. Posiblemente hoy el sistema sería más viable, aunque no se reduce el entrenamiento. Se están desarrollando desde entonces otros diversos sistemas de transcripción que parecen más prometedores, aunque en su momento el trabajo que desarrollamos resultó puntero en este campo.

III.b.2. Astrofísica

Mi perfil de astrónomo después de que como alumno y postgrado iniciara trabajos de astronomía infrarroja con el profesor Carlos Sánchez fue evolucionando a través de la instrumentación desde las primeras aplicaciones fotométricas y de alineado y calibrado bajo la tutela de Chiqui Galán, al diseño, la integración y la verificación de los instrumentos una vez asumido el papel de instrumentalista.

Al finalizar el proyecto del OFTACROM inicié mis primeros contactos con sistemas multi-sensor: el «32-elementos», era un array lineal de 32 micro sensores infrarrojos de $250 \times 250 \mu\text{m}$. Seguidamente me tuve que enfrentar con la caracterización de un sensor IPD (Integrated Preamplified Detector) bidimensional que, a través de sus cuatro conexiones, podía determinar cierta forma de distribución de la iluminación sobre su superficie. Posteriormente, en colaboración con la universidad de Niza,

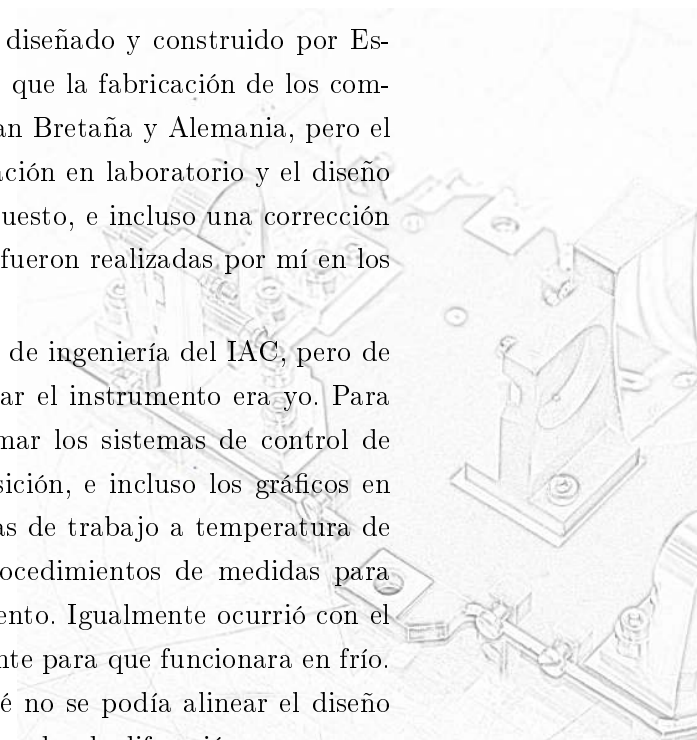
participé en la integración y calibración en laboratorio de un fotopolarímetro solar.

Se inició después la implicación del IAC en la fase A del proyecto de uno de los experimentos del instrumento ISOPHOT para el satélite de la Agencia Espacial Europea (ESA) ISO (*Infrared Satellite Observatory*). El instrumento, ISOPHOT-S, era un doble espectrógrafo infrarrojo para los rangos 2,5 a 5 μm y 6 a 12 μm . ISOPHOT-S fue diseñado y presentado como proyecto por Carlos Sánchez (IAC), Mike Selby y Martyn Wells (ICSTML) a la ESA en 1985.

ISOPHOT-S fue el primer instrumento científico diseñado y construido por España que se integró en una misión espacial. Es cierto que la fabricación de los componentes ópticos y los detectores fue realizada en Gran Bretaña y Alemania, pero el alineado, montaje e integración, además de la calibración en laboratorio y el diseño y fabricación de los modelos de masa, alineado y repuesto, e incluso una corrección de diseño y fabricación sobre las redes de difracción, fueron realizadas por mí en los laboratorios del IAC.

El proyecto supuso una implicación total del área de ingeniería del IAC, pero de hecho la única persona autorizada por la ESA a tocar el instrumento era yo. Para poder realizar las tareas necesarias hube de programar los sistemas de control de medidas, es decir, el acceso a los sistemas de adquisición, e incluso los gráficos en tiempo real. Aparte de aprender y desarrollar técnicas de trabajo a temperatura de He líquido a 4,2 K. Tuve que idear y desarrollar procedimientos de medidas para las pruebas y el calibrado en laboratorio del instrumento. Igualmente ocurrió con el alineado que requería el montaje desalineado en caliente para que funcionara en frío. Y, como ya he mencionado, la explicación del porqué no se podía alinear el diseño original y cómo ideé la corrección de inclinación de las redes de difracción para que se pudiera llevar a cabo la integración. Cómo integré los filtros neutros IR en el criostato evitando la propagación de reflejos e imágenes fantasma. Cómo diseñé una base de integración y un espejo de incidencia dentro del criostato, así como una plataforma o torre micrométrica para el posicionado y barridos con el criostato, sin perder el foco del haz en la abertura del espectrógrafo dentro del criostato frío.

El desarrollo de este proyecto con todos los trabajos en los distintos campos contribuyó a consolidar mi perfil en instrumentación y AIV. Finalmente, por problemas en las pruebas y simulación del lanzamiento y vuelo, la puesta en funcionamiento se pospuso más de dos años y, además, a pesar de pertenecer al consorcio instrumental y de *comissioning* del satélite, el grupo de ISOPHOT no liberó los datos de las medidas en comisión hasta 9 meses más tarde, provocando el consiguiente retraso en poder acceder a los datos de la calibración en vuelo, necesarios para la comparación



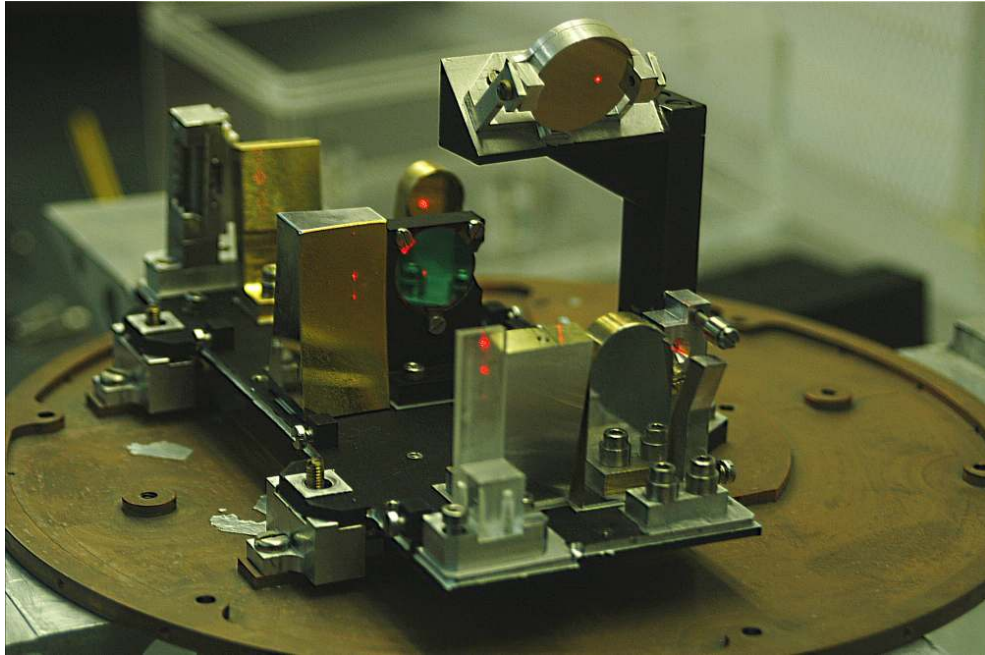


Figura C.2: Montaje de la maqueta de alineado del PHOT-S, realizada con los componentes de repuesto y el modelo de detector y la lámina de alineado. El sistema está montado en la base fría original de calibrado. El haz láser recorre el tramo espectral de longitudes de onda más cortas.

y validación del proceso de calibración en el laboratorio. Todo ello supuso el agotamiento de los plazos para la presentación de la tesis que realizaba en aquel momento.

Entre los trabajos paralelos realizados durante el desarrollo del proyecto del Phot-S es de resaltar el calibrado, de los primeros hechos nunca, de un detector CCD de 512×512 pix que constituiría la primera cámara CCD visible instalada en los telescopios de Canarias. A partir de las pruebas realizadas con el IPD y de varios de los tests diseñados para caracterizar los detectores de Phot-S, diseñé una batería de pruebas que se siguen aplicando hoy en la caracterización de los detectores bidimensionales. Conceptos como *flatfield* no existían y lo denominaba *sensibilidad diferencial*, la eficiencia cuántica era *sensibilidad específica*, el rango dinámico, *nivel de energía máxima*, etc. Visto en perspectiva resulta un trabajo divertido, pero en su día era frustrante al no tener referencias previas de qué era lo que debíamos hacer.

Cuando el proceso de caracterización del modelo de vuelo concluyó pasé a participar en el proyecto del Correlador Solar para la VTT. Inicialmente se me requería

para diseñar algún método de caracterización del espejo activo. Éste era un espejo pegado a un posicionador de actuadores piezoeléctricos. La caracterización electrónica del piezoeléctrico no informaba del comportamiento que podía tener al llevar el peso del espejo pegado ni del efecto que producía ese pegamento. Tampoco se tenía información sobre el comportamiento inercial del conjunto en su soporte. La idea fue desarrollar un montaje fotométrico con un detector rápido. Los sistemas fotométricos simples son muy sensibles y muy precisos, y lo que interesaba era medir la modificación de la señal sobre un detector al oscilar el espejo. El montaje aplicaba como diafragma de campo una rendija con lo que podíamos medir el área iluminada y, por tanto, calibrar el movimiento del piezo. Posteriormente ya accedí al proceso de alineado, montaje e integración en la VTT, donde resultó un éxito total.

Después del correlador retomé tareas de diseño y realicé un estudio de diseño de los tipos y posibles instrumentos que se podrían considerar para GTC con el propósito de conocer cómo era el comportamiento del telescopio en los límites de campo y en función de distintos tipos de posibles instrumentos. En esta etapa también inicié trabajos de pruebas de polarizadores de cristal líquido como estudio para el proyecto de los Polarímetros Solares Visible e Infrarrojo. Sin embargo surgió la necesidad de desarrollar un Sensor de Frente de Onda, en parte para poder introducirnos en las nuevas técnicas de Óptica Adaptativa y en parte para tener una herramienta para alineado de los telescopios a los que dábamos soporte y que desde hacía mas de 10 años era yo el encargado de revisarlos y realinearlos periódicamente de modo manual. El hecho es que hoy sigue siendo así, si bien la revisión y la gestión me viene dada y sólo tengo que subir periódicamente a alinear o verificar el alineado con un Sensor de Frente de Onda Harman-Shack dedicado a eso.

La continuación fue la incorporación al proyecto de la Cámara Infrarroja, CAIN. Después del fracaso del diseño y fabricación de un sistema óptico todo reflectivo, los tiempos de finalización se venían encima y, desde el momento en que se iniciaron los tramites de fabricación de la óptica, empecé a diseñar el protocolo de AIV óptico, mecánico y criogénico. A pesar de todos los problemas que encontramos, el instrumento pudimos finalizarlo y ponerlo a punto para que la prueba de fuego fuese apuntar a Júpiter y observar los impactos del cometa Shoemaker-Levy en las bandas infrarrojas que se le implementaron.

El siguiente hito de mi formación instrumental también continuaba la línea infrarroja: LIRIS es un espectrofotómetro infrarrojo de baja resolución espectral para WHT. El proyecto representó un nuevo referente para mí, ya que pasé a implicarme en todo el proceso de fabricación de la óptica y, conjuntamente con el equipo de inge-

nería mecánica, diseñar el AIV y planificar el AIV óptico, así como la redefinición de las especificaciones y la acomodación de todos los condicionantes a ello (supuso rehacer todo el presupuesto de errores haciendo que los requerimientos satisficieran las nuevas y realistas especificaciones). El proceso de AIV, mecánico y óptico, fue duro pero muy satisfactorio. Se consiguieron alcanzar y verificar todos los requerimientos, y cada cual en el momento propicio permitir la continuidad del instrumento. Dado el tamaño del instrumento y la óptica, y que, además, era un sistema criogénico, representó un éxito y un verdadero hito instrumental, no sólo para mí sino que era el instrumento mayor y más complicado realizado en el IAC.

Después de este proyecto dediqué gran cantidad de tiempo a formación, tanto en AO como en control y técnicas de metrología, fundamentalmente micrometrología óptica de precisión, usando tanto telescopios de alineado, sensado de frente de onda, interferometría diferencial y microposicionadores controlados. El siguiente paso era entrar en la misma dinámica con el proyecto OSIRIS para GTC, pero no cuajó. Debido a la simultaneidad de dos proyectos como OSIRIS y EMIR en la ingeniería del IAC se producía una indefinición de los ingenieros a quienes recurrir en cada caso para intentar establecer el procedimiento de AIV y AIV óptico. Debido a diversos motivos, el área perdió a varios ingenieros mecánicos y a uno de los ópticos responsable de un proyecto, con lo que los demás tuvimos que asumir tareas comprometidas. En mi caso, tuve que asumir la parte de diseño para un espectrógrafo de alta resolución en infrarrojo para el telescopio solar de 1,5 m GREGOR. El periodo 2005-2006 fue un año completo, ya que diseñé el sistema de reimaginación del espectrógrafo [GRegor Infrared Spectrograph](#) [Espectrógrafo Infrarrojo GRegor] (GRIS), diseñé el primer prototipo de FastCam y planifiqué e inicié el AIV de OSIRIS. Estos procesos se fueron complicando y solapando en los siguientes años, máxime cuando, en 2009, poco antes de entregar OSIRIS, ya me impliqué también en el equipo de EMIR para asumir las tareas de AIV. Simultáneamente participé en los diseños conceptuales de modelado de estructura y AIV del espectrógrafo ESPRESSO (para VLT) y en las consideraciones de diseño de la óptica, modelado y AIV de CODEX (espectrógrafo para E-ELT).

También simultáneamente desmonté el espectrógrafo de alta resolución UES (*Utrecht Echelle Spectrograph*) dado de baja en WHT y rediseñé la estructura de la óptica para poder incorporarle una VPH (*Volume Phase Holography Diffraction Grating*) como sustitución de los prismas para la dispersión cruzada. De hecho, codirigí el proyecto fin de carrera de un ingeniero que diseñó la estructura mecánica para la nueva configuración. He de decir que finalmente el proyecto ha tomado otra línea

de planteamiento y yo ya estoy desligado del ahora proyecto HORUS, en parte por la necesidad de dedicarme a integrar el espectrógrafo GRIS.

En ese momento también se inició el proyecto del Telescopio Solar Europeo (EST, por sus siglas en inglés) participando inicialmente en el diseño de un sistema de monitorización de calidad atmosférica tipo SHABAR y en la definición del sistema o montura opto-mecánica del telescopio. Mía es la definición de un sistema base Gregory pero con el primario por encima del eje azimutal y con un foco cerca del cruce de ejes para minimizar los tamaños de la óptica y evitar en lo posible largos brazos ópticos rotantes con ángulos que no acepten compensación polarimétrica. Pasé a encargarme del apoyo y supervisión del diseño de la óptica del telescopio. También participé en la definición del multiespectrógrafo de muy alta resolución, aportando también la idea de dividirlo en cuatro trabajando por rangos espectrales. De nuevo también pasé a supervisar el diseño del espectrógrafo multirendija y multilongitud de onda. Este espectrógrafo se había ideado inicialmente con alimentación por fibras ópticas recogiendo el campo ordenado. La responsable del diseño, planteó una IFU (Unidad de Campo Integral) a partir de un *slicer* apoyándose en las ideas de las IFUs: FISICA del espectrógrafo de la universidad de Florida, FLAMINGOS (NOAO) y FLAMINGOSS-II (GEMINII) y la del espectrógrafo 3D, MUSE, para VLT. Ambas tienen conceptos muy apropiados, pero la dificultad de cortar el campo para 8 rendijas multiplica las superficies. Se nos ocurrió entonces hacer un doble *slicer* que selecciona y divide el campo simultáneamente. Para poder aprovechar esa distribución y no interferir entre todas las rendijas de salida propuse usar un sistema colimador-cámara cruzando todas las pupilas del *slicer* en una sola que actúa como vértice de simetría. El nuevo concepto en forma de mariposa lo llamamos MUSICA. El espectrógrafo se convierte así en *integral Field multislit multiwaveLength And high-Resolution EST Spectrograph*, FLARES. Este trabajo constituye la tesis doctoral de la diseñadora.

De los trabajos relacionados con el mapeado 3D y la medida de distancias en el IAC, y en colaboración con la ULL, se ha llegado a desarrollar un sistema de posicionado plenóptico que presenta buenos augurios para el control de estrellas láser y en el desarrollo de una técnica plenóptica para obtención de imágenes auto-3D (tridimensional) y “*all in focus*” (todo enfocado) en fotografía, vídeo y análisis en tiempo real (Proyecto CAFADIS^(RFM+10)) en el que he participado durante unos años (2008 a 2011) diseñando un módulo óptico de integración de la matriz de microlentes para adaptarlo a cualquier detector o sistema comercial (pendiente de patente).

Y, en medio de todo esto, nació FastCam y sus derivados, junto con el trabajo de Tesis, que para limitarla algo más ha tenido que compartir tiempo con el desarrollo

del proyecto ESTRANGIS (*Extra-Solar TANSits from Ground-based Instrument Simulator*) que se desarrolló para seguir y medir el tránsito de Venus a través del Sol el 6 de Junio de 2012. Lo que era asesoría y supervisión, aparte del diseño y montaje del doble espectrógrafo VIS e IR, se convirtió en AIV y rediseño de los telescopios y adaptaciones, con desplazamiento al desierto australiano para poder seguir todo el tránsito en precarias condiciones. No obstante, y milagrosamente, resultó un éxito.

En todas las etapas ha habido diseño optomecánico, tareas de control y medidas ópticas de alta precisión, no sólo fotométricas sino también de alineado trabajando por debajo de la décima de milímetro ($100\mu\text{m}$) y a nivel de microrradianes ($100\mu\text{rad} \simeq 20\text{arcsec}$). Las tareas de diseño y realización de montajes especiales para simular las condiciones de uso y aplicación han sido y siguen siendo la constante de mi trabajo.

Además he iniciado una línea de automática y control orientado a robotización de telescopios, junto con el estudio y análisis de sistemas de producción y acumulación de energía.

III.b.3. Hoy

Y, para finalizar, a modo de resumen:

—¿Por qué tanto tiempo desde el diseño, incluso adaptación de FC a los telescopios y la presentación del trabajo?

—Bueno, primero porque el plantear hacer la tesis no surgió hasta 2010. Y, después, que, en el tiempo desde que se diseñó y adaptó FastCam he participado en el AIV y puesta en marcha de OSIRIS, GRIS y EMIR, Amén del diseño y desarrollo de un telescopio con un doble espectrógrafo VIS+IR para la observación del tránsito de Venus el 6 de Junio de 2012. Todo ello además de otros trabajos y proyectos colaterales como la supervisión e implicación en el diseño del telescopio y el espectrógrafo con IFU Multi-rendija y Multi-longitud de onda para EST (forma del telescopio, sistema de derrotación, compensación polarimétrica, sistema de barrido, diseño de un nuevo formato de *slicer* de plano focal, rediseño, adaptación y montaje del monitor de *seeing* SHABAR). Adicionalmente un sistema de análisis con cámara plenóptica para caracterización de la atmósfera, con un desarrollo derivado y a nivel de colaboración, para un sistema de fotografía y vídeo 3D y «*all in focus*» y, por supuesto, los ya mencionados anexos a FC: WIDE-FC, AOLI, FC@NAOMI, FC@OSIRIS,... Ah, y escribir, que en realidad tampoco es lo mío.

Apéndice D

Publicaciones

*Limitar nuestra atención a cuestiones terrestres
sería limitar el espíritu humano.*

Stephen William Hawking



Algunos de los primeros resultados y éxitos de FastCam los llevamos a los congresos más importantes de Astronomía y Astrofísica Instrumental que hay en el mundo. En 2008, en el SPIE de Marsella presentamos el instrumento con sus primeros logros como sistema prototipo e itinerante (ver [IV.a](#)^(ORL⁺08), [IV.b](#)^(LC08)) y en el SPIE de San Diego de 2010 fueron la fabricación del instrumento de uso común en TCS y los primeros resultados de aplicación de la técnica (ver [IV.c](#)^(MSC⁺10), [IV.d](#)^(LRF⁺10)).

Son varias las comunicaciones y los artículos publicados sobre el tema en los que figuro como participante.

IV.a. FastCam: Un nuevo instrumento de imagen afortunada para telescopios de tamaño medio.

El primero fue un póster para presentar el proyecto en el congreso de SPIE (Formalmente: the Society of Photographic Instrumentation Engineers, y en la actualidad the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers) sobre instrumentación astronómica desde tierra y desde el espacio (SPIE Astronomical Telescopes and Instrumentation, 23 - 28 June 2008, Palais des Congrès Parc Chanot, Marseille, France). En ese momento ya se habían obtenido parte de los más importantes logros del sistema.

Resumen:

FastCam es un instrumento desarrollado conjuntamente por el Instituto de Astrofísica de Canarias y la Universidad Politécnica de Cartagena en España. Ha sido diseñado para obtener imágenes de alta resolución espacial en el rango de longitudes de onda visibles de telescopios instalados en tierra.

El instrumento se basa en un detector EMCCD con un ruido muy bajo y muy alta velocidad de lectura capaz de alcanzar el límite de difracción de los telescopios de tamaño mediano en el rango de 500 a 850 nm. FastCam incorpora un dispositivo basado en FPGAs para guardar y evaluar, en tiempo real, aquellas imágenes mínimamente inalteradas por la turbulencia atmosférica. Las imágenes no perturbadas representan una pequeña fracción de las observaciones. Por tanto, se ha desarrollado un paquete de software especial para extraer, a partir de cubos de decenas de miles de imágenes, aquellas con mejor calidad que un determinado nivel. Esto se hace en paralelo con la adquisición de datos en el telescopio.

Después de las primeras pruebas en el laboratorio, FastCam ha sido probado con éxito en tres telescopios: TCS de 1,52 metros (Observatorio del Teide), NOT de 2,5 metros, y WHT de 4,2 metros (Roque de los Muchachos). Se ha alcanzado el límite de difracción teórico de cada telescopio en la banda *I* (850 nm) —0,15, 0,08 y 0,05 segundos de arco, respectivamente—, y se han obtenido resoluciones similares también en las bandas *V* y *R*. El trabajo futuro incluirá el desarrollo de un nuevo instrumento para el telescopio GTC, de 10,4 metros, en La Palma.

FastCam: a new lucky imaging instrument for medium-sized telescopes

Alejandro Oscoz^{*a}, Rafael Rebolo^a, Roberto López^a, Antonio Pérez-Garrido^b, Jorge Andrés Pérez^a, Sergi Hildebrandt^a, Luis Fernando Rodríguez^a, Juan José Piqueras^a, Isidro Villó^c, José Miguel González^d, Rafael Barrena^a, Gabriel Gómez^d, Aníbal García^a, Pilar Montañés^a, Alfred Rosenberg^a, Emilio Cadavid^a, Ariadna Calcines^a, Anastasio Díaz-Sánchez^b, Ralf Kohley^d, Yolanda Martín^a, José Peñate^a, Vicente Sánchez^a

^aInstituto de Astrofísica de Canarias, Vía Láctea s/n, E-38200, La Laguna, Tenerife, Spain

^bDpto. Física Aplicada, Univ. Politécnica de Cartagena, Muralla del Mar, E-30202, Cartagena, Murcia, Spain

^cDpto. Electrónica, Univ. Politécnica de Cartagena, Muralla del Mar, E-30202, Cartagena, Murcia, Spain

^dGRANTECAN, Cuesta de San José s/n, E-38712, Breña Baja, La Palma, Spain

^eESAC, E-28691, Villanueva de la Cañada, Madrid, Spain

ABSTRACT

FastCam is an instrument jointly developed by the Spanish Instituto de Astrofísica de Canarias and the Universidad Politécnica de Cartagena designed to obtain high spatial resolution images in the optical wavelength range from ground-based telescopes.

The instrument consists of a very low noise and very fast readout speed EMCCD camera capable of reaching the diffraction limit of medium-sized telescopes from 500 to 850 nm. FastCam incorporates a FPGAs-based device to save and evaluate those images minimally disturbed by atmospheric turbulence in real time. The undisturbed images represent a small fraction of the observations. Therefore, a special software package has been developed to extract, from cubes of tens of thousands of images, those with better quality than a given level. This is done in parallel with the data acquisition at the telescope.

After the first tests in the laboratory, FastCam has been successfully tested in three telescopes: the 1.52-meter TCS (Teide Observatory), the 2.5-meter NOT, and the 4.2-meter WHT (Roque de los Muchachos Observatory). The theoretical diffraction limit of each telescope has been reached in the *I* band (850 nm) -0.15, 0.08 and 0.05 arcsec, respectively-, and similar resolutions have been also obtained in the *V* and *R* bands.

Future work will include the development of a new instrument for the 10.4-meter GTC telescope on La Palma.

Keywords: Lucky Imaging, new instruments, real-time processing, high resolution imaging.

1. INTRODUCTION

Two of the main goals of modern astronomy are the observation of fainter objects and improving the spatial resolution. The former has been solved in the last 20 years with a generation of new giant telescopes (8 to 10 meters) which gives access to more remote targets. However, their resolution is still limited by the atmospheric quality. The atmospheric turbulence has always been a severe problem which limits the spatial resolution of ground-based telescopes.

The current efforts to compensate for turbulence are mostly restricted to the near infrared. To solve the problem, active and adaptive optics systems are intensively being developed, but the main drawback on these techniques is that their implementation at telescopes is rather expensive. Other high-resolution systems like those based on Speckle interferometry have their own limitations.

* aoscoz@iac.es

The need to obtain optical high-resolution (~ 0.1 arcsec or better) imaging, and the success of lucky-imaging systems in mid-size telescopes (Law et al. 2006, 2007) led us to develop FastCam, a new instrument to exploit the potential of this technique on the telescopes at the Teide and Roque de los Muchachos Observatories, widely recognized for their excellent seeing conditions. FastCam is a high spatial resolution camera for the optical range that makes use of the lucky imaging technique. In this paper, we report on the development and first results obtained with this instrument. The problem of atmospheric turbulence and the lucky imaging technique are described in Section 2. The instrument's technical details appear in Section 3. Section 4 summarizes the main scientific results. Finally, the conclusions and future projects appear in Section 6.

2. LUCKY IMAGING

The random motion of the atmospheric layers generates continuous deformations of the diffraction pattern of the stars (or PSF, Point Spread Function), which vary both in shape and position in extremely short time intervals. This makes the theoretical diffraction limit of a telescope for a given wavelength λ ($r = 1.22 \lambda/D$, with D the telescope's diameter, see e.g. Born & Wolf 1997) not reachable except for small telescopes.

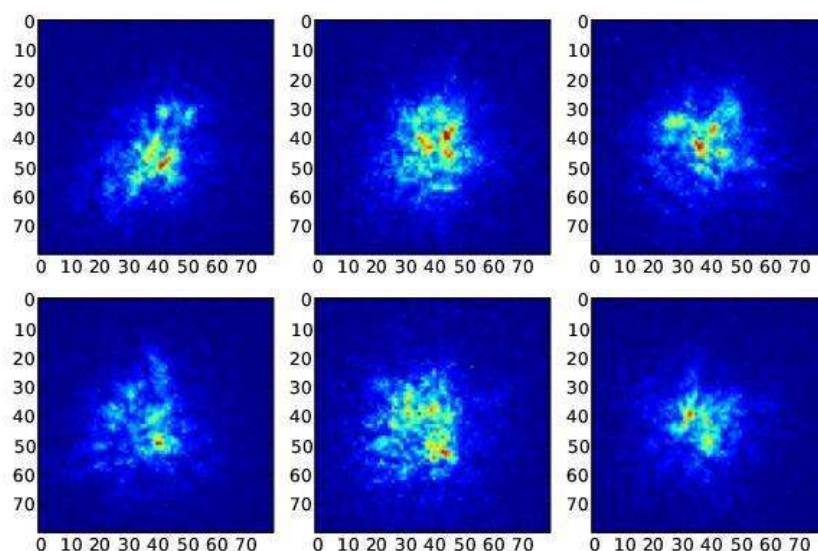


Fig. 1. Series of 30 ms images of the star GJ 436 taken with the Carlos Sanchez Telescope (TCS, Teide Observatory, Canary Islands). The PSF distortion due to the atmosphere can be seen with very short exposures, generating Speckle patterns, i.e., sets of small spots, each of them with the size of the telescope's resolution limit. The field of view is of $6''$ with a $2.2''$ seeing and a pixel size of 76mas/px .

The image selection technique known as lucky imaging is based on the idea of registering the instants of atmospheric stability, typically lasting just some milliseconds, using very short exposures. The selection of only the best images, that is, those minimally affected by turbulence, allows the system to reach in several cases the resolution limit in the optical range, i.e. offers to ground-based telescopes the possibility of obtaining resolutions similar to those of space telescopes. This idea was originally presented by D. L. Fried (1978), who called lucky images those exposures taken under minimum turbulence conditions.

This technique is being successfully employed since the 1990s using video-cameras (Dantowitz 1998) and even by amateur astronomers with small webcams. However, the recent development of high sensitivity and low readout noise detectors led to the appearance of some instruments that are able to reach extremely good resolutions. Notice that, among other advantages, lucky imaging is cheaper than adaptive optics and with a lower dependence on the presence of reference stars but, on the other hand, it is more time consuming.

3. FASTCAM: TECHNICAL DETAILS

FastCam is an instrument developed by the Spanish [Instituto de Astrofísica de Canarias](#) (IAC) and the [Universidad Politécnica de Cartagena](#) (UPCT) to acquire extremely high spatial resolution images in the optical wavelength range from ground-based telescopes.

FastCam roughly consists of a commercial EMCCD detector, Electron Multiplying Charge Coupled Device, together with an optical system, some Field Programmable Gate Arrays (FPGA) and the acquisition, selection and processing software packages, everything fully developed by the FastCam team.

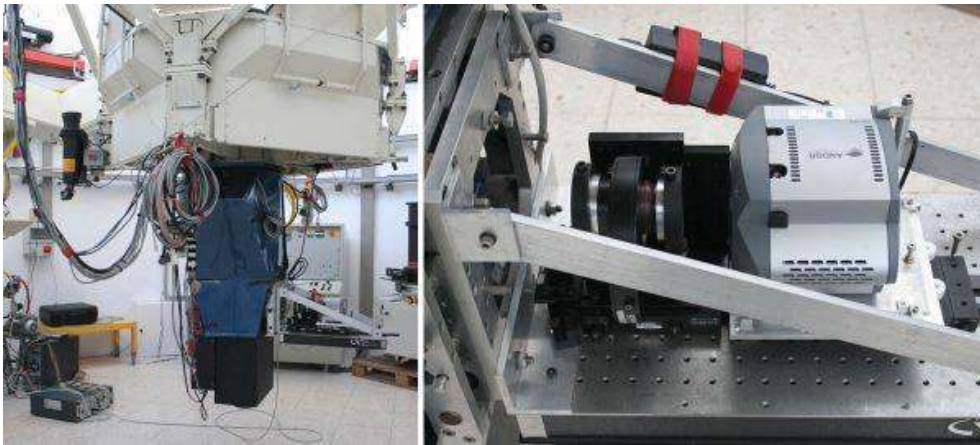


Fig. 2. FastCam at the Cassegrain focus of the TCS, April 2007.

3.1 The EMCCD

The FastCam's detector is a fast readout camera based on EMCCD technology. The system makes use of the Andor iXon DU-897 back-illuminated system containing a 512x512 pixel frame transfer CCD sensor from E2V Technologies. The pixel size is 16 micron and the DU-897 camera allows up to 34.5 exposures per second thanks to its electron multiplying device (EM).

EMCCD detectors have an important additional noise source produced by the oscillator, and known as Clock Induced Charge (CIC). This source is really important, as the readout clock works with MHz frequencies, while in normal CCDs this frequency is of kHz. To control it, a suitable readout speed must be used. For example, for exposure times between 10 and 60 ms, the readout clock is set to 10 MHz. Higher values generate unnecessary noise, rising exponentially with the clock frequency, whilst lower values limit the camera readout.

Besides of the EM, this camera also has a pre-amplifier which multiplies the signal. However, although it does not offer a high amplification, it contributes with an important amount of noise (multiplication noise).

3.2 The optical system

The optics of the instrument is designed to easily fit in different telescopes, as FastCam was thought as a multi-telescope device. It is basically composed of two collimators and camera lenses. These components can be replaced and adjusted depending on telescope. It also has a moving mirror and an acquisition camera to better identify the target. The lenses can be moved until the correct scale is reached. As the main objective is to get diffraction limited images, the PSF must be adequately sampled. This system allows FastCam to be installed at four telescopes: TCS at Teide Observatory, and NOT, WHT and GTC at Roque de los Muchachos Observatory (ORM, Canary Islands, Spain).

Another important component is the Atmospheric Dispersion Corrector (ADC). The atmosphere, apart from producing changes in the intensity due to extinction and scintillation, also produces changes in the direction: seeing and refraction. A star's flat wavefront is perturbed by atmospheric turbulence. After crossing the different layers, light is refracted and each wavelength will have a different exit angle. The final image, formed on the detector, will be distorted, specially at low elevations, unless an ADC is placed. FastCam's ADC is a system with two 25° prisms turned 17.5° in a pre-focus

configuration. These prisms are integrated on a rotator to compensate for the object's orientation. This ADC is quite simple, both optically and mechanically (see the contribution by R. López et al. for more information.).

3.3 Acquisition and control software

The current FastCam is fully controlled by three computers: a PC with Windows OS and the Andor software to control and modify the different camera parameters, a PC with GNU/Linux OS to run software specifically designed to acquire and process the images post-FPGA and, finally, a PC with Windows OS running SciLab to program and control the FPGA. A next version of FastCam, expected for 2009, will have only one computer controlling all these aspects.

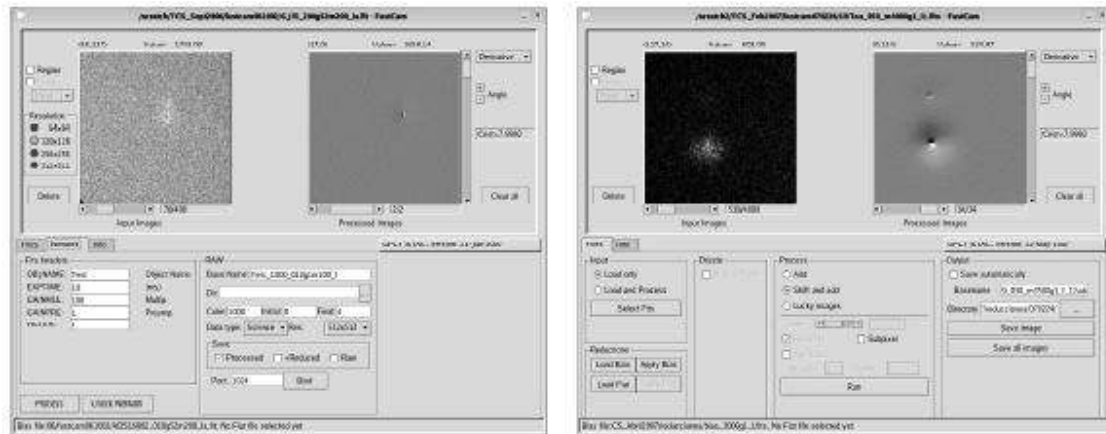


Fig. 3. Snapshots of the user's interface. Left: acquisition mode. Right: processing mode.

The operation of the instrument is easy: it continuously acquires images (acquisition mode) that are, on-line or later, processed (processing mode). In the acquisition mode, the interface is designed to allow the user to select the number of cubes of images and the amount of images that each of them will contain, and to automatically save them with a given name. This mode is able to acquire both the raw images given by the camera and those processed by the FPGA, therefore offering full control on the saved data.

The process mode is used to process the cubes of images once saved. Several thousands of images can be loaded, evaluating them with the brightest pixel criteria. There are three processing options: a) the Add Mode, that averages the loaded images but does not evaluate or align them, is generally used to create flat-field, bias and sky images; b) the Shift & Add Mode not only averages the loaded images, but also re-centres all of them using the brightest pixel mode; in this mode none of the images is discarded; c) the Lucky Images Mode, the most used one, in which the program evaluates and aligns all the loaded images, averaging then a percentage of the best images as previously defined by the observer.

3.4 Real time analysis with FPGA

One of the hardest technical challenges of the lucky imaging technique is its demand for a huge amount of images. Although a subsequent treatment of the data offers a certain flexibility and a more accurate reduction, the amount of images –about 500 Gb per night- makes this strategy complicated.

One of the main innovations of FastCam is the real-time evaluation and acquisition of images using an FPGA. An FPGA is an integrated circuit having several blocks or logic components, each of them with their own memory, that are interconnected and programmable, giving a high flexibility of use. The whole application is implemented in a unique chip without physical processes. The FPGA card is programmed with an algorithm that receives the images from the camera and evaluates, aligns and co-adds them on-line. This allows the observer to watch and save the processed images on-line without having to save the raw images. The use of an FPGA reduces the processing time and leaves more time for further observations (see the contribution by Rodríguez Ramos et al. for more information).

The efficiency of the system is very good. In the next figure, the profiles of Regulus and the binary star ADS 8449 (0.39 arcsec separation between both components) are shown, both observed with the TCS on May 2007. The upper left image is the profile in I band of Regulus with a natural seeing of 2.8 arcsec. After alignment, and averaging of the best 20% images of a 10,000 series with the FPGA, a FWHM of 0.2 arcsec is obtained (upper right image). In the same way, the

2.4 arcsec natural seeing makes it impossible to resolve the binary system ADS 8449 in R band (lower-left panel), but it is absolutely apparent after averaging the best 2% of the images (lower-right panel).

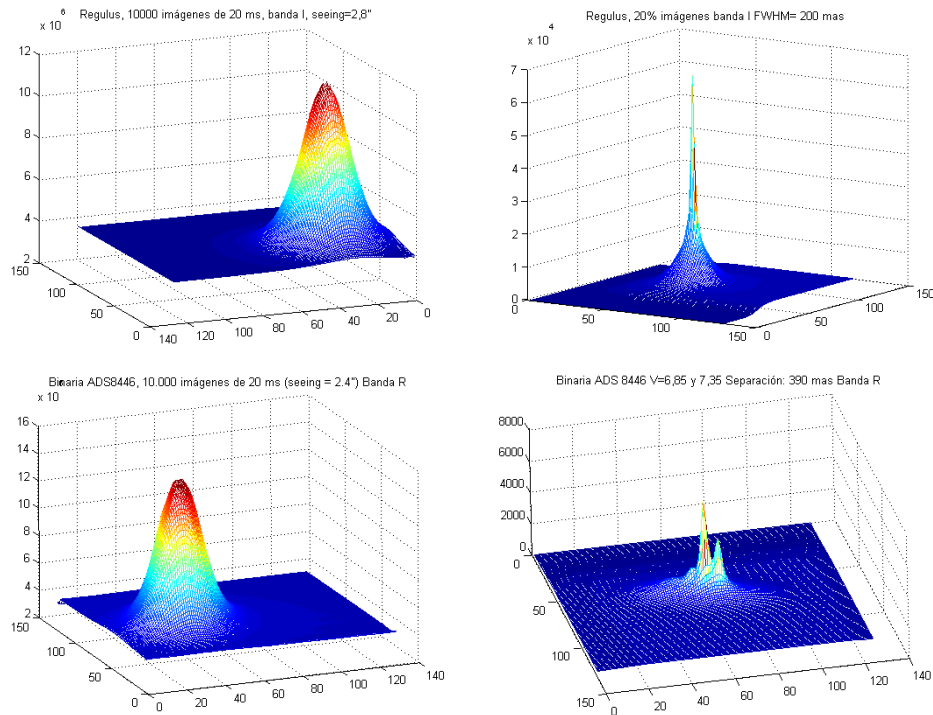


Fig. 4. Upper part: I-band pictures of Regulus with natural seeing (2.8 arcsec, left), and with only the best 20% of the images (0.2 arcsec, right). Lower part: the binary system ADS 8449 in R band with natural seeing (left) and with the best 2% of the images (right).



Fig. 5. Left: a 30ms exposure. Centre: natural seeing. Left: 1% of 4,000 aligned and averaged images.

3.5 Selection criteria

The evaluation of the image quality as far as a high resolution technique is concerned requires some specific criteria. The most used criteria is the Strehl ratio, defined as the ratio between the intensity of a point-like image received at the telescope and the intensity it has free of aberrations. The images with the highest Strehl ratio usually show the brightest pixels, so they are perfect for the alignment of the images. Christou (1991) demonstrates that this technique offers better results, mainly with bad seeing.

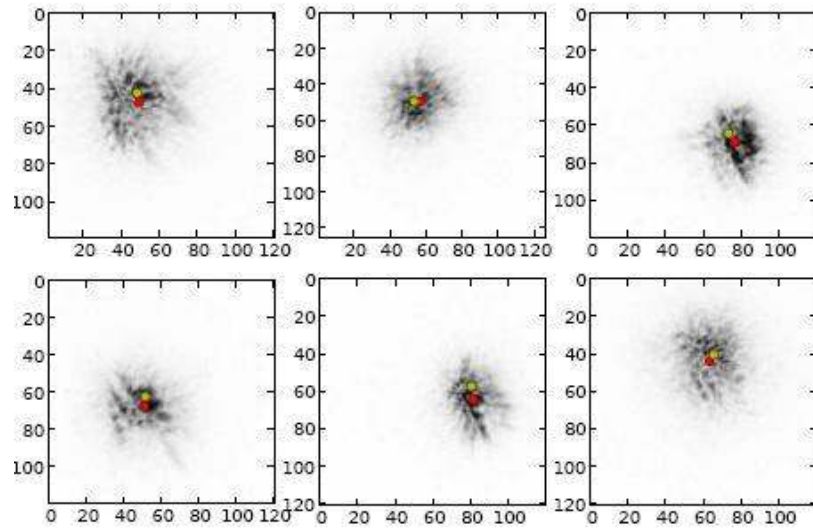


Fig. 6. Differences between the position of the brightest pixel (yellow spot) and the centroid (red spot) for six short 5 ms exposures.

3.6 FastCam behaviour

The timescale of the atmospheric variations in the optical range leads to the use of frequencies in the interval 20-50 Hz to sample the atmospheric turbulence (Tubbs 2003), although the exposure time depends on the telescope size, the seeing conditions and the target brightness. The tests made with FastCam offer the best results using series of 10,000-20,000 images and selecting the best 10%-1%. Although narrower PSFs are obtained limiting the selection to the 1% of the images, this has to be balanced against the intensity of the detected sources.

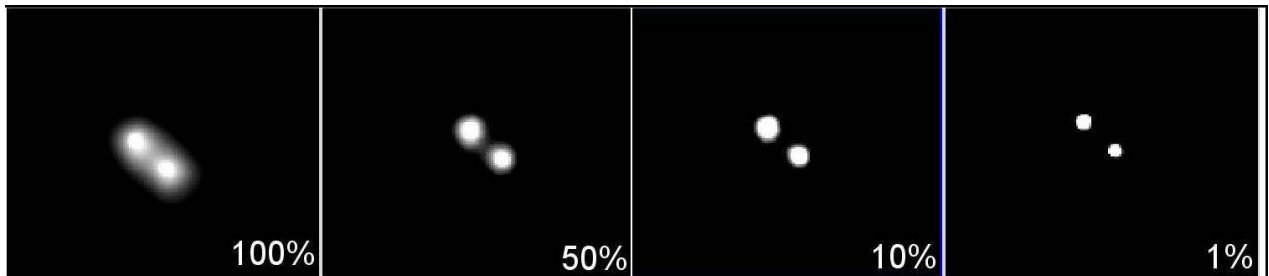
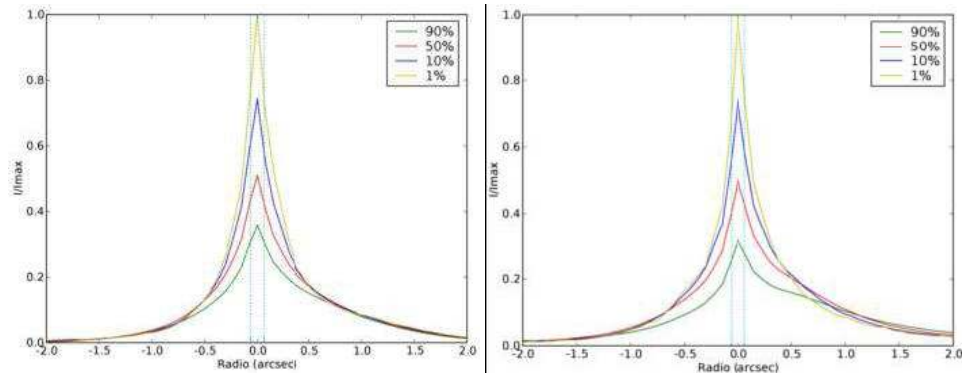


Fig. 7. The upper panels show some profiles of the main component of GJ 856 obtained on October 2006 at the TCS with different percentage of co-added images, for exposures times of 50 ms (left) and 10 ms (right). The improvement is evident in both cases, even reaching an FWHM of 0.3 arcsec with 1% of the images under natural seeing conditions of 2 arcsec. The lower panels present a series of images of the binary system with different percentage of selected images.

4. OBSERVATIONS AND SCIENTIFIC RESULTS

The instrument has been successfully tested at three telescopes: the 1.5m TCS (more than thirty nights), the 2.5m NOT (a four-night run) and the 4.2m WHT (two nights). In the three cases, working in *I* band (850 nm), the best resolution attained for each facility is close to the diffraction limit: 0.15, 0.09 and 0.07 arcsec, respectively. This represents the theoretical limit of each telescope. For example, at the TCS, using a pixel scale of 31 mas/pixel, the first Airy ring in bright stars is routinely detected. Similar resolutions in the *V* and *R* bands have been obtained.

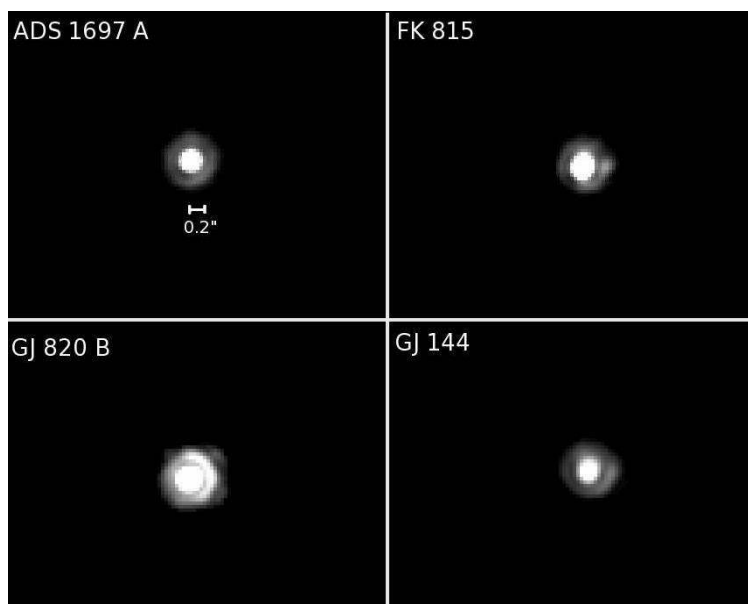


Fig. 8. Four *I*-band images of stars taken with the TCS in October 2007 showing the first Airy disc.

The main ongoing research programmes are: (i) dynamical studies of stars in the nuclei of different globular clusters to determine the existence of black holes with masses among 100 and 1000 solar masses; (ii) dynamical analysis of binary systems in the neighborhood of the Sun ($d < 20$ pc) to obtain the orbital parameters and masses of each member; and (iii) studies of the multiplicity of stars in clusters and the mass-luminosity ratio for different ages. The instrument can also provide competitive observations in other several fields of Astronomy: asteroids and comets in the Solar System, stellar formation and dynamics, jets in T Tauri stars, young brown dwarfs, multiplicity of stars in a wide range of masses and evolved stages, and even extragalactic studies of high resolution, such as quasars, AGNs, etc.

4.1 The 1.5m telescope (TCS)

The first tests with a prototype of FastCam were carried out in May 2006 at the TCS, only a few months after the beginning of the project. Since then, several campaigns have taken place at this telescope in 2006, 2007 and 2008 to check the stability and behaviour of the camera, the optics -providing different spatial scales-, the improvements made at the FPGAs and the new versions of the software package to process images. In all these campaigns the tests were complemented with scientific observations. More than 20 million images have already been taken using the system.

One of the tests performed was to estimate the magnitudes and distances at which close companions to a given target could be detected. The results for the TCS, under medium seeing conditions, 1.2 arcsec, show that reference stars with $I \leq 12$ can be used, although stars down to $I \sim 15$ -16 magnitude can be detected with total integration times of the order or 10 minutes. Moreover, the instrument can work at the TCS with three different scales: 30, 50 and 70 mas/pixel.

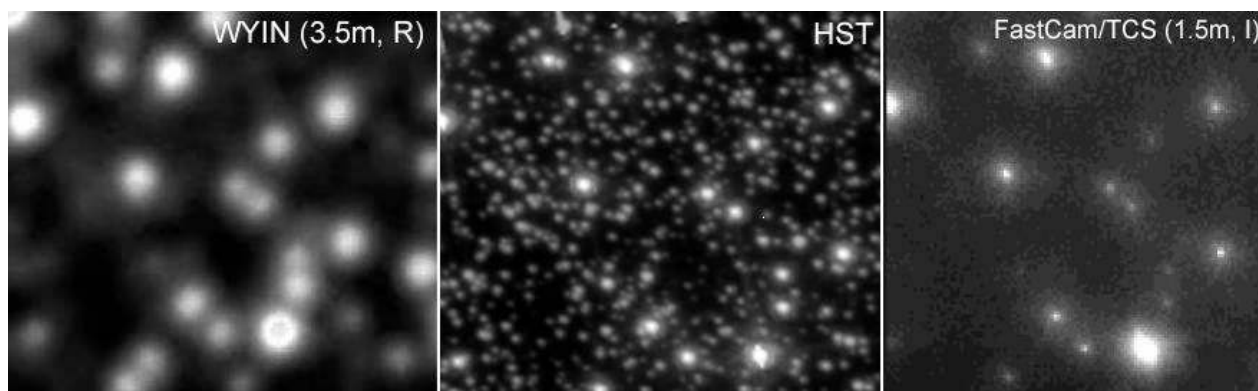


Fig. 9. FastCam's first light in May 2006. The image shows the nucleus of the globular cluster M3 in the *I* band as a selection of the 10% of a series of 8,000 images of 10 ms each. This image is compared with the same field observed by the 3.5m Wyin telescopes and the 2.5m HST.

The observations of objects with magnitudes ranging from 5 to 12 were generally made using the Johnson-Bessell *I* band (centred at 850 nm). The usual procedure was to take at least 3 or 4 cubes of 5,000 images each for target. The exposure times were of 10-20 ms for bright stars ($I \sim 5$) to 50 ms for $I \sim 16$ objects, varying the electron multiplying factor depending on magnitude. The average natural seeing was of 1.5 arcsec, which allowed to re-centre stars of $I=12-13$. This limit decreases to $I=10-11$ for a seeing of ~ 2.5 arcsec. The instrument clearly separates binary stars with a difference of 4 magnitudes and a separation of 0.2-0.3 arcsec between components.

Every observing night the scale, its stability and the orientation of FastCam were determined using binary systems with recent measures of their separation and position angle (Scardia et al. 2006, 2007), and/or well-known globular clusters.

Although research fields benefiting from the use of FastCam at the TCS are numerous, a good example can be σ Orionis AB, one of the most interesting objects observed with FastCam. This object is the central star of the open cluster σ Orionis, which lies inside an intense stellar and sub-stellar forming region. The pair AB is composed of two very massive stars separated by only 0.23 arcsec, although the system hosts other three components. This system not only can be separated by FastCam, with a position of 0.24 ± 0.01 arcsec, but also a third source, IRS1, was detected. IRS1 is an object detected by van Loon and Oliveira (2003) in medium infrared and identified as a cloud of dust at a distance of 1,200 UA from AB. It is believed that the infrared source could be a proto-planetary disc.

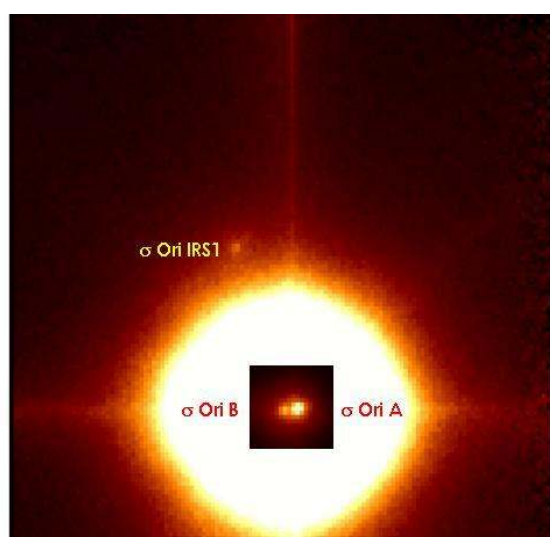


Fig. 10. A picture of σ Orionis AB superimposed on a picture of the source IRS1, both observed with FastCam. The field of view is $9''$.

4.2 The 2.5m telescope (NOT)

FastCam was successfully tested at the NOT in October 2007. Two different optical setups, yielding 50 and 30 mas/pixel were used. The observing technique worked well if a star brighter than $I \sim 15$ was placed within the field of view. Diffraction-limited, I -band images, with a FWHM of 0.08 arcsec were obtained. This spatial resolution is similar to that of the HST at the same wavelength, and provided some of the sharpest images ever obtained at the ORM. This is almost ten times better than the usual resolution of any telescope placed at a good observatory. Therefore, FastCam contributes to develop a new field for ground-based astronomy research, which can provide impressive results in the short term. The instrument will be installed again at NOT in May and July 2008.

Some of the images obtained are:

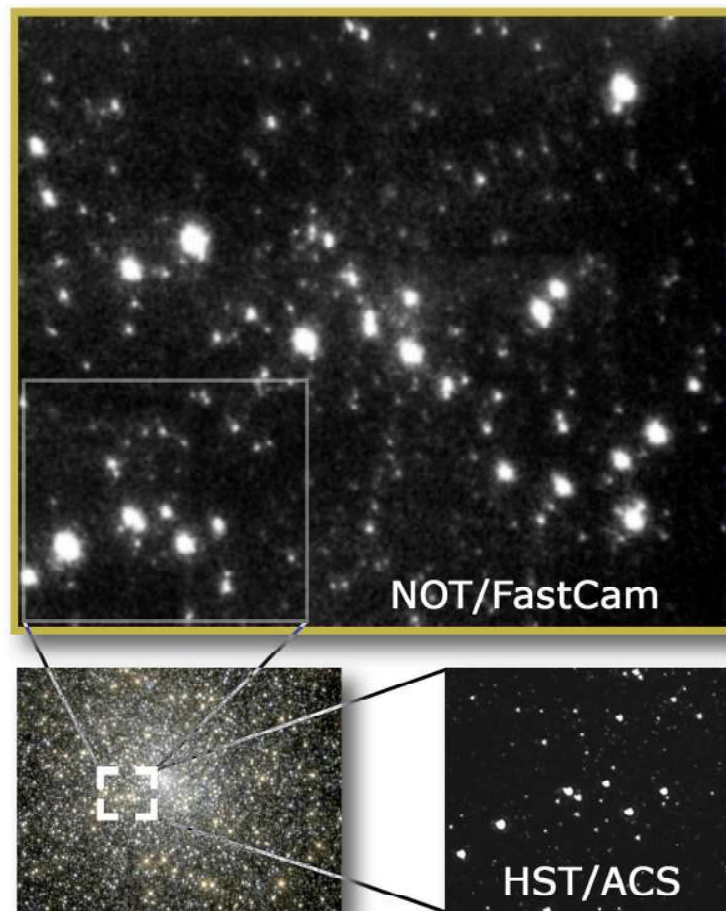


Fig. 11. Image of the nucleus of the M15 globular cluster taken with FastCam in the I band (850 nm) compared with HST images obtained with the ACS camera (435 nm). The FastCam image is the combination of the best 1% of a series of 15,000 images taken with 30 ms exposure time. It is diffraction limited, having a 0.08 arcsec FWHM in the best regions. The HST image was obtained with a similar integration time using a bluer filter that gives a 0.05 arcsec resolution.

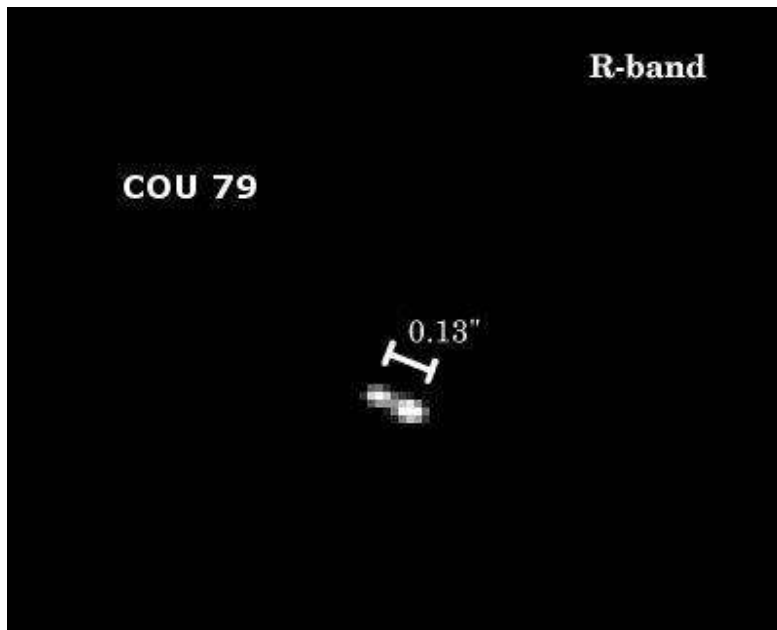


Fig. 12. *R*-band image of the binary system COU 79 observed at the NOT. Its components are clearly resolved although they are separated by only 0.13 arcsec.

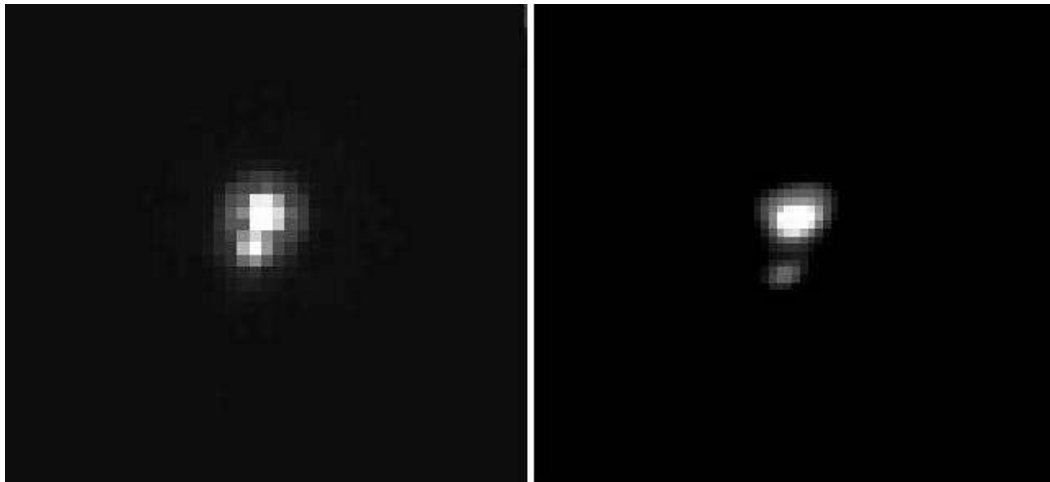


Fig. 13. LP 415-108, at the Hyades, observed with the HST and WFPC2 (centred on the PC) in 1996 with a 46 mas/pixel scale (left) and observed with the NOT in 2007 with a 30 mas/pixel scale (right).

4.3 The 4.2m telescope (WHT)

The FastCam team observed at the WHT telescope in November 2007 and May 2008. The setup led to a scale of 0.019 arcsec/pixel, and in spite of the bad natural seeing, the binary system COU 292 (with a separation of only 0.067 arcsec) could be separated in the *I* and *R* bands. This is a resolution, to the best of our knowledge, not previously reached by this telescope.

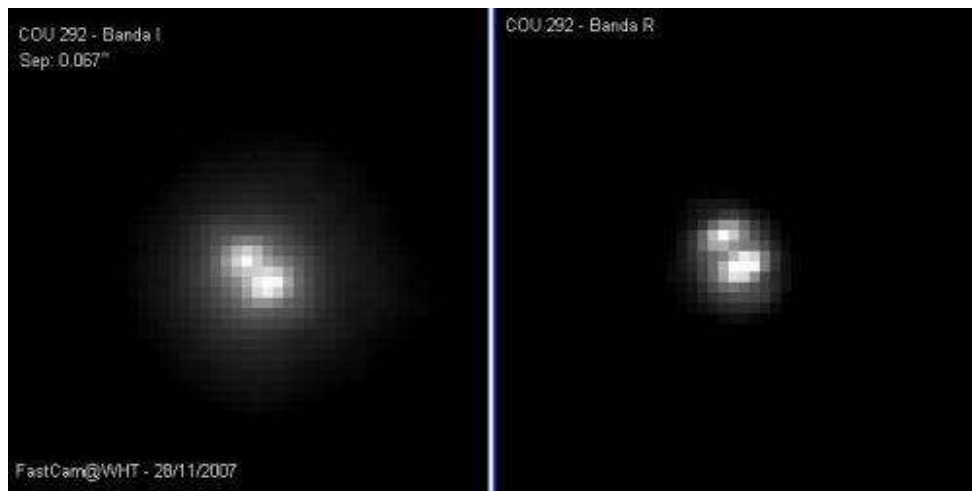


Fig. 14. FastCam at the WHT, the best resolution obtained by the instrument was with COU 292, a binary system separated by only 0.067 arcsec.

FastCam will be installed again at the WHT in May and July 2008.

5. CONCLUSIONS AND FUTURE WORK

FastCam is a high spatial resolution instrument that makes use of the lucky imaging technique to achieve a resolution comparable to the Hubble Space Telescope.

A typical observing run with FastCam generates series of tens of thousands of images with very short exposure time (milliseconds). Some of these images are not significantly affected by atmospheric turbulence and are only diffraction limited. A new software package that analyses these series of images in parallel with data acquisition at the telescope has been developed. The small percentage of diffraction-limited images is selected and combined. FastCam is able to process up to one million images per observing night on-line. The real-time display of the processed images is extremely useful to immediately identify multiple object sources hidden by the atmospherically aberrated image.

The results obtained with FastCam –the diffraction limit in all the telescopes in which it has been installed- has undoubtedly offered one of the best telescope performances ever obtained at the Canary Islands Observatories.

In the near future we will mount FastCam at the Gran Telescopio Canarias (GTC) as a visitor instrument. FastCam could provide at least the same resolution obtained at the NOT but 10 times deeper sensitivity. The advantages of FastCam are quite evident. The lucky imaging technique opens the possibility of building a really cheap instrument giving spatial resolutions comparable as those obtained by space telescopes.

FastCam-GTC will be designed to capture light from at least 6 different parts of the primary mirror. According to the current preliminary concept, the light coming from the 36 segments will arrive to a 6-sided pyramid in which it will be divided into 6 beams, and each of them will end at a FastCam (see Fig. 15). With this, each FastCam will be associated to the equivalent of a 4m telescope, and the final processed image will be the combination of 6 of this 4m telescopes. This will involve important developments in the FPGAs, the software to treat millions of images per night and the optics associated to the project.

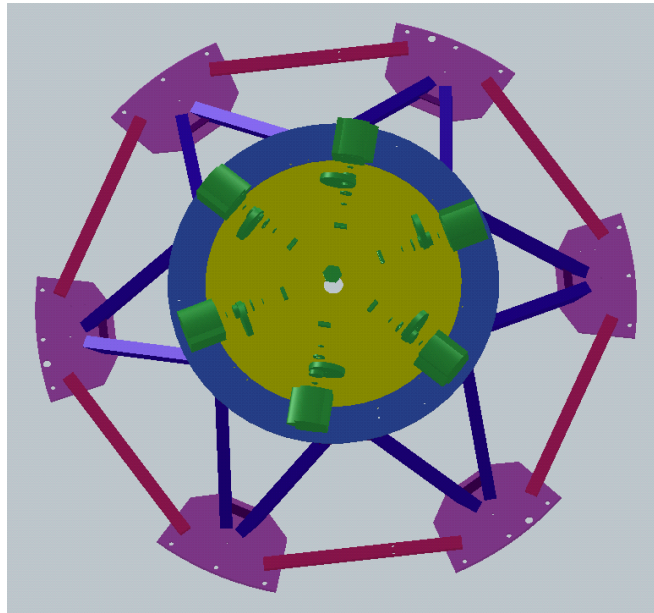


Fig. 15. Preliminary design of the pyramid to divide the 36 segments into the equivalent of 6 4m telescopes.

REFERENCES

- [1] Born, M. and Wolf, E., [Principles of Optics: Electromagnetic Theory of Propagation, Interference and Diffraction of Light], Cambridge University Press, 6th ed. (1997).
- [2] Christou, J. C., "Image quality, tip-tilt correction, and shift-and-add infrared imaging", *PASP*, 103, 1040 (1991).
- [3] Dantowitz, D., "Shaper Images Through Video", *Sky & Telescope*, August 1998.
- [4] Fried, D. L., "Probability of getting a lucky short-exposure image through turbulence", *Optical Society of America Journal A*, 68, 1651 (1978).
- [5] Law, N. M., Mackay, C. D. and Baldwin, J. E., "Lucky imaging: high angular resolution imaging in the visible from the ground", *A&A*, 446, 739 (2006).
- [6] Law, N. M. et al., "Getting lucky with adaptive optics: Diffraction-limited-resolution in the visible on a 5m-class telescope", *AAS*, 211, 8302 (2007).
- [7] Scardia, M. et al., "Speckle observations with PISCO in Merate - II. Astrometric measurements of visual binaries in 2004", *MNRAS*, 367, 1170 (2006).
- [8] Scardia, M. et al., "Speckle observations with PISCO in Merate - III. Astrometric measurements of visual binaries in 2005 and scale calibration with a grating mask", *MNRAS*, 374, 965 (2007).
- [9] Tubbs, R. N., [PhD Thesis], Cambridge University (2003).



<http://www.iac.es/proyecto/fastcam/>

FastCam



A new lucky imaging instrument for medium-sized telescopes

A. Oscoz^a, R. Rebolo^a, R. López^a, A. Pérez-Garrido^b, J. Andrés Pérez^a, S. Hildebrandt^a, L. F. Rodríguez^a, J. J. Piqueras^a, I. Villó^b, J. M. González^c, R. Barrena^a, A. Calcines^a, G. Gómez^c, A. García^a, P. Montañés^a, A. Rosenberg^a, E. Cadavid^a, A. Díaz-Sánchez^b, R. Kohley^e, Y. Martín^a, J. Peñate^a, V. Sánchez^a, H. Hernández^a

^aInstituto de Astrofísica de Canarias, Tenerife, Spain // ^bDpto. Física Aplicada, Univ. Politécnica de Cartagena, Cartagena, Spain // ^cGRANTECAN, La Palma, Spain // ^eESAC, Madrid, Spain

FastCam has been developed by the Instituto de Astrofísica de Canarias and the Universidad Politécnica de Cartagena to obtain high spatial resolution images in the optical wavelength range. The instrument consists of an EMCCD camera and a FPGA-based device to save and evaluate images minimally disturbed by atmospheric turbulence in real time. A software package has been developed to extract those images with better quality than a given level. FastCam has reached the theoretical diffraction limit of three telescopes: 0.15, 0.08 and 0.05 arcsec. Future work will include the development of a new instrument for GTC.

1. THE INSTRUMENT

FastCam is a new instrument that makes use of the lucky imaging technique, allowing to ground-based telescopes to reach the resolution limit, with results similar to space telescopes.



Left: a 30ms exposure. Centre: natural seeing. Right: 1% of 4,000 aligned and averaged images.

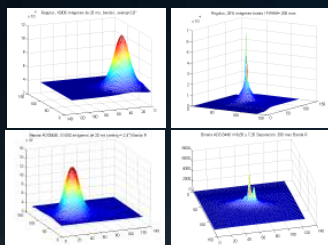
2. TECHNICAL DETAILS

2.1 The EMCCD

An Andor DU-897 system with a 512x512 pixel (16μ/px) frame E2V CCD sensor. The camera allows up to 34.5 fps.

2.2 Optical system

Is composed of two collimators and camera lenses, a mirror, an acquisition camera and the Atmospheric Dispersion Corrector (see poster by R. López et al.).



Upper part: I band pictures of Regulus with natural seeing (2.8", left) and the best 20% of the images (0.2", right). Lower part: the binary ADS 8449 in R band with natural seeing (left) and the best 2% of the images (right).

2.3 Acquisition and control software

The images are loaded and evaluated, brightest pixel criteria, with three options: a) the Add Mode averages them; b) the Shift & Add Mode averages and re-centres the images; c) the Lucky Images Mode evaluates and aligns the images, averaging then a percentage of the best images.

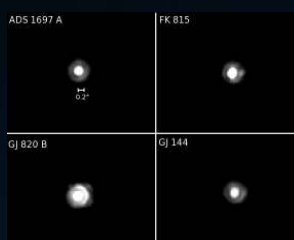


2.4 Real time analysis with FPGA

The FPGA receives the images (500 Gb per night) and evaluates, aligns and co-adds them on-line, allowing to save just the processed images (poster by Rodríguez Ramos et al.).

3. OBSERVATIONS AND SCIENTIFIC RESULTS

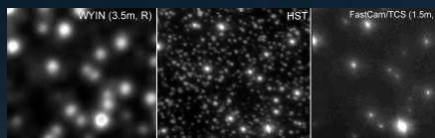
FastCam has been tested -50 nights- at four telescopes: 1.5m TCS, 2.5m NOT, 4.2m WHT and 10.4m GTC. The best resolution attained for TCS, NOT and WHT is close to the diffraction limit in I band: 0.15, 0.09 and 0.07 arcsec, respectively.



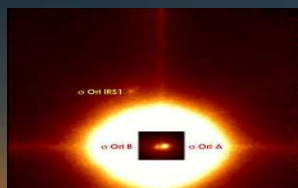
I-band images taken at the TCS showing the first Airy disc. This is routinely detected at this telescope.

3.1 The 1.5m TCS

More than 20 million images have been taken since the first tests in 2006. Reference stars with $K \leq 12$ can be used, and stars down to $K \sim 15-16$ can be detected. FastCam clearly separates binary stars with a difference of 4 mags. and a separation of 0.2-0.3 arcsec between components.

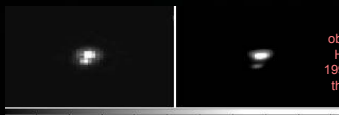


The nucleus of M3 in the I band (10% of a series of 8,000 images of 10 ms each) as compared with the data by the 3.5m Wynn and the 2.5m HST.



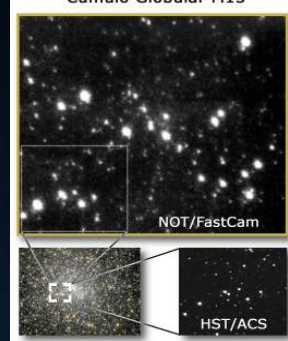
3.2 The 2.5m NOT

FastCam works well if a star brighter than $I \sim 15$ is placed within the FOV. Diffraction-limited, I-band images, with a FWHM of 0.08 arcsec were obtained, a resolution similar to that of the HST at the same wavelength.



LP 415-108 observed with the HST-WFPC2 in 1996 (left) and with the NOT in 2007 (right).

Cúmulo Globular M15



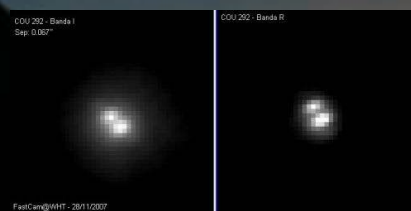
The nucleus of M15 in I band (850 nm) compared with HST-ACS camera images (435 nm). The NOT image, the best 1% of 15,000 images, 30 ms each, is diffraction limited, having a 0.08 arcsec FWHM in the best regions. The HST image was obtained with a similar integration time and a bluer filter, giving a 0.05 arcsec resolution.



R-band image of the binary system COU 79.

3.3 The 4.2m WHT

The setup led to a scale of 0.019 arcsec/pixel, and the binary system COU 292 (with a separation of only 0.067 arcsec) could be separated in the I and R bands. This is the best resolution obtained by FastCam.



4. FUTURE WORK

In the near future an instrument for GTC will be designed. The light coming from the 36 segments will arrive to a 6-sided pyramid in which it will be divided into 6 beams. Each FastCam will be associated to the equivalent of a 4m telescope, and the final processed image will be the combination of 6 of this 4m telescopes.

Daniel López

IV.b. Un Corrector Atmosférico para trabajar con FastCam en el Telescopio William Herschel.

Como aportación especial, en ese mismo congreso también presentamos el diseño y desarrollo del ADC realizado para el trabajo en el WHT, y que además constituyó el proyecto de Máster en Instrumentación Astronómica de una alumna bajo mi dirección. Se reproduce el original de SPIE sin la corrección de las ecuaciones de transmisión de los prismas.

Resumen:

En esta contribución se presenta un corrector de dispersión atmosférica (ADC), desarrollado para el proyecto de FastCam. FastCam es un sistema basado en técnicas de «imagen afortunada» de alta resolución espacial, desarrollado en el Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC). Es necesario el uso de un sistema óptico que corrija los efectos de la atmósfera para obtener una buena calidad óptica con el fin de satisfacer las necesidades científicas.

Se han estudiado dos alternativas para un corrector de dispersión atmosférica para el instrumento FastCam. Se ha diseñado un ADC para su implementación con la intención de corregir dichos efectos atmosféricos en el Telescopio William Herschel de 4,2 m (Roque de los Muchachos, La Palma) para distancias cenitales de más de 15 grados, principalmente en la banda *I* (850 – 950 nm). La excelente resolución alcanzada con FastCam hace que este efecto distorsione las imágenes. Este trabajo presenta el diseño de un ADC como un sistema pre-foco de dos prismas con separación variable con el fin de compensar la dispersión hasta distancias cenitales de 50°. Ambos se colocan en un rotador para alinear la orientación de la distorsión cenital. Los resultados para el ADC se han probado en el laboratorio y, en mayo de 2008, en el WHT. Nuestro próximo paso será usarlo en el Gran Telescopio Canarias (GTC) de 10,4 m. Aunque el sistema está todavía en las etapas finales de su desarrollo, queremos implementarlo en los nuevos instrumentos de alta resolución espacial.

La estructura, los estudios de Diseño Óptico, correctores finales y los resultados se describen en este manuscrito.

An Atmospheric Corrector to work with Fastcam at William Herschel Telescope

Roberto López, Ariadna Calcines,

Instituto de Astrofísica de Canarias, 38200 La Laguna, Spain

ABSTRACT

In this contribution an Atmospheric Dispersion Corrector (ADC) developed for the FastCam project is presented. FastCam is a system based on 'lucky imaging' techniques for high spatial resolution, developed at the Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC). The use of a system to correct the atmosphere's effects is necessary to obtain a good optics quality in order to satisfy science requirements.

Two alternatives for an atmospheric dispersion corrector for the instrument FastCam have been studied. One ADC has been designed to be implemented and intended to correct that atmospheric effect at the 4.2m William Herschel Telescope (Roque de los Muchachos Observatory, La Palma) for zenithal distances larger than 15 degrees, mainly in I band. The excellent resolution reached with FastCam makes this effect to distort the images. This work presents the design of an ADC as a pre-focus system of two prisms with variable separation in order to compensate the dispersion until zenithal distances of 50°. Both are placed in a rotator to align the orientation of zenithal distortion. The results for this ADC has been tested in lab, and in May 2008, at the WHT; our next step will be to use it at the 10.4m Gran Telescopio Canarias (GTC). Although the system is still under the final stages of its development, we want to implement it to the new instruments for high spatial resolution.

The layout, optical design studies, final correctors and results are described in this manuscript.

Keywords: High Resolution, ADC, Lucky imaging

1. INTRODUCTION

The need of an ADC for FastCam

Fastcam¹ is an ambitious instrument designed and developed by the Instituto de Astrofísica de Canarias and the Universidad Politécnica de Cartagena. The principal investigator is the Doctor Rafael Rebolo and the project manager is Alejandro Oscoz. The optical system is very simple. Two pairs of lenses as collimator and camera doublets form the reimagine system, amplifying the scale in focal plane with a different value for each telescope. After the collimator, a filter wheel is placed there to get a uniform illumination in the telecentric system. Between the two doublets a flat mirror sends the rays to a detector acting as a field identifier or let the light continue straight to an ANDOR camera system as 'fast detector' what capture hundreds of images per second. The implementation of FPGA's for the electronics in order to see the preprocessed image in real time, lets Fastcam be a new generation instrument which has reached the diffraction limit in I Band for telescopes of 1.5 meters, Carlos Sánchez Telescope (Izaña, Tenerife), 2.5 meters, Nordic Optical Telescope and 4.2 meters, William Herschel Telescope (both from the Roque de Los Muchachos Observatory, La Palma).

Fastcam is based on 'lucky imaging' techniques which allows the observation of the atmosphere in moments of stability while avoiding the effects of turbulence. Anyhow the chromatic effects act deteriorating the optical quality of scientific results. So that an atmospheric dispersion corrector is needed.

Dispersion is an atmospheric second order effect considered like the variation in refraction as a function of wavelength². It depends on different parameters: wavelength, zenithal distance, coordinates, temperature, pressure and time.

Taking in account all this variables, the dispersion, in arcseconds, for two wavelengths is given by:

$$\delta(\lambda_f, \lambda_i) \approx 3600 \frac{180}{\pi} \cdot (n(\lambda_f) - n(\lambda_i)) \cdot \tan z \quad (1)$$

Where the refractive index is a function of: wavelength, pressure and temperature:

$$n(\lambda) - 1 = \left[64,328 + \frac{29498,1}{146 - \left(\frac{1}{\lambda}\right)^2} + \frac{255,4}{41 - \left(\frac{1}{\lambda}\right)^2} \right] \cdot 10^{-6} \cdot \frac{P \cdot [1 + (1,049 - 0,0157 \cdot T) \cdot 10^{-6} \cdot P]}{720,883 \cdot (1 + 0,003661 \cdot T)} \quad (2)$$

Finally, the atmospheric dispersion can be calculated using the following equation:

$$\delta = 3600 \frac{180}{\pi} \left[\left[\left[64,328 + \frac{29498,1}{146 - \left(\frac{1}{\lambda_f}\right)^2} + \frac{255,4}{41 - \left(\frac{1}{\lambda_f}\right)^2} \right] 10^{-6} \cdot \frac{P \cdot [1 + (1,049 - 0,0157 \cdot T) \cdot 10^{-6} \cdot P]}{720,883 \cdot (1 + 0,003661 \cdot T)} + 1 \right] - \left[\left[64,328 + \frac{29498,1}{146 - \left(\frac{1}{\lambda_i}\right)^2} + \frac{255,4}{41 - \left(\frac{1}{\lambda_i}\right)^2} \right] 10^{-6} \cdot \frac{P \cdot [1 + (1,049 - 0,0157 \cdot T) \cdot 10^{-6} \cdot P]}{720,883 \cdot (1 + 0,003661 \cdot T)} + 1 \right] \right] \cdot \tan z \quad (3)$$

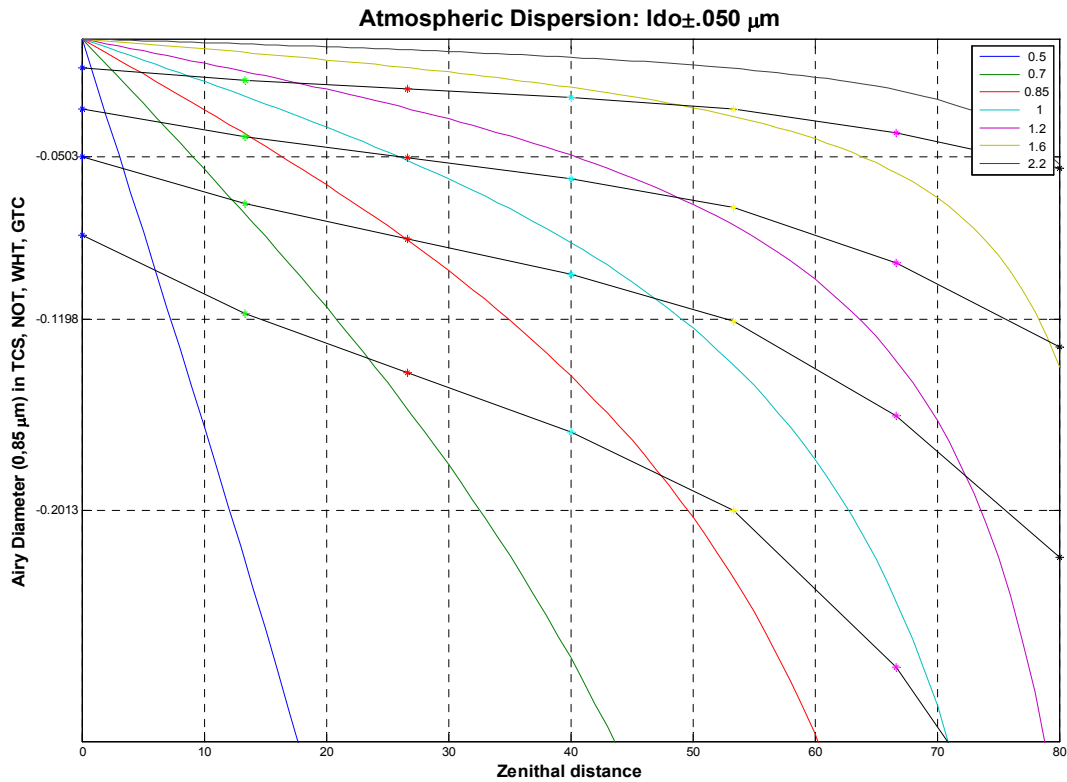


Fig. 1. Atmospheric dispersion for some wavelengths in several telescopes with 200nm wide bands. Lines with dots indicate resolution limit for each wavelength in each telescope.

Z	V	R	I
0	0	0	0
5	-0.0838	-0.0281	-0.0153
10	-0.1688	-0.0566	-0.0308
15	-0.2565	-0.0860	-0.0468
20	-0.3484	-0.1168	-0.0635
25	-0.4464	-0.1496	-0.0814
30	-0.5527	-0.1852	-0.1008
35	-0.6703	-0.2247	-0.1222
40	-0.8033	-0.2692	-0.1465
45	-0.9573	-0.3208	-0.1745
50	-1.1409	-0.3824	-0.2080
55	-1.3672	-0.4582	-0.2493
60	-1.6581	-0.5557	-0.3023

Table 1. The atmospheric dispersion (arcsec) at 5°C and 770mb(578torr) in V, R and I bands for several zenithal distances (degrees)

In the following we explain the work realized to implement an ADC^{3,4} in the system of FastCam to can work in a wide range of sky at the 4.2m William Herschel Telescope. Also we outline the considerations done about a simple ADC in collimated beam what, at the moment, was not integrated yet.

2. ADC

Pre-focus configuration

The first of the presented designs is an ADC in pre-focus configuration. It is a linear ADC with two BK7 prisms of 25° tilted 17.5°. One of them can move in one direction in order to change the distance between them. Both are placed in a rotator to compensate the orientation of the observed object during the night. This configuration is optimal for telescopes with a lab in Nasmyth focus. This is the case of FastCam in the table of GHRIL(Ground High Resolution Image Laboratory) lab in WHT. The distance between the incoming beam of the telescope and the focal plane lets the easy implementation of the ADC in different positions, always before the focus. This also allows stability which is important for the image in the focal plane. In our configuration the variable separation between the prisms allows to correct zenithal distances until 45° in I band and 34 degrees in V band.

For small telescopes around one meter primary mirror the dispersion for these air masses is not so significant but it becomes more important for larger telescopes. Anyway the resulting PSF is a composition of all the discs for every wavelength. As short wavelengths present higher dispersions, the effect is an oval instead a circle that optically seems to have dispersions in opposite senses with a bigger contribution for blue wavelengths.

Taking advantage of the atmosphere behaves like a prism, prisms are used in order to correct this effect. The set of two leads the beam that has been dispersed. When both are in contact any correction is produced. With increasing separation between them higher zenithal distances can be corrected. The highest angle is conditioned by the length of the mechanical support of the mobile prism, which determines the work range.

The conditions to design was the availability of two prism from another project used to correct the separation between two beams in a polarimeter and, the proximity of the date of observations at telescope.

The active supports and control units for rotation and displacement was selected from the material of IAC optical lab. Rotator is an OWIS model, while translator is a motor mike encoder from ORIEL. Both systems has been controlled via RS232 in serial ports through MATLAB which permits access to serial from calculating of parameters for each star.

The corrector is placed before the focal plane as can be seen in the image (Fig.2.).

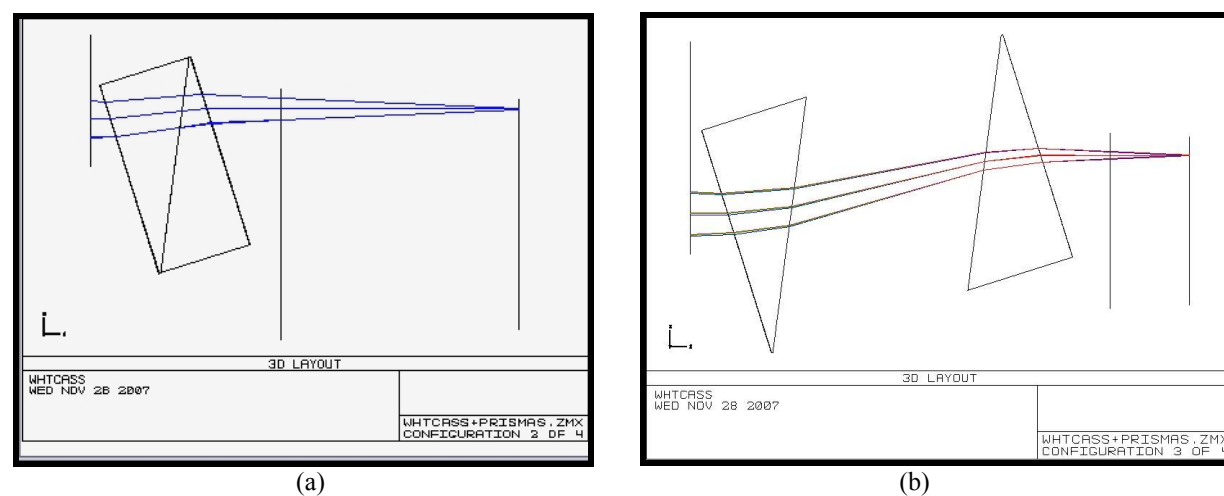


Fig. 2. ADC in prefocus configuration. Prisms are placed in a convergent beam.

In figure 2 the optical layout with ZEMAX. When the prisms are in contact any correction is produced. With different separations (2.b) higher dispersions can be solved, as can be seen in this figure all the wavelengths focus in the focal plane.

These spot diagrams have been done with ZEMAX and they are a test to verify the optical quality of the system with optical design.

In base a ZEMAX data and introducing a predisposition (δ) similar to the atmosphere in each band, a table for each one with necessary separation between prisms to correct it is obtained. On the other hand a table with the atmospheric dispersion versus zenithal distance gives the relationship between them as can be seen in the next table.

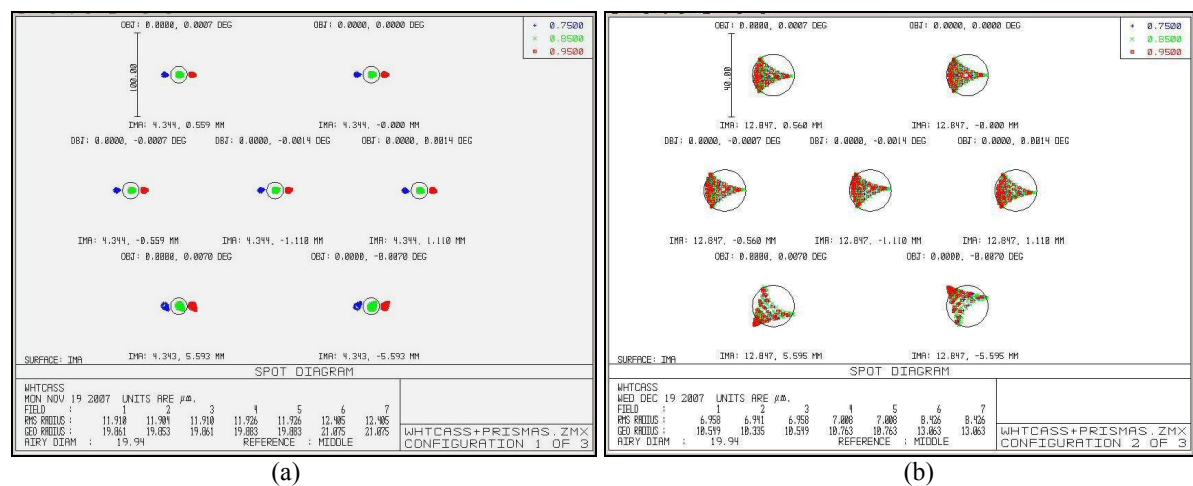


Fig. 3. The (3.a) spot diagram shows the dispersion effect for three wavelengths in I band. Attending to the figure, blue and red wavelengths do not come in the Airy disc with a separation between them. The (3.b) spot diagram presents the incident rays of the system in the focal plane once they have been corrected. The atmospheric corrector dispersion solves the problem by moving the prisms and rotating them. The result is a good optics quality with aberrations under the diffraction circle so that they do not affect.

V			R			I	
Z	S		Z	S		Z	S
6.80	2.00		7.75	1.50		13.20	5.00
13.07	4.00		11.30	3.76		17.40	7.00
13.65	7.00		15.00	6.60		22.30	9.00
16.95	9.00		18.50	8.70		24.80	11.00
20.10	11.50		21.90	11.50		29.50	14.00
22.95	14.00		25.05	14.00		32.20	17.00
25.30	15.00		28.35	16.50		36.10	19.00
28.93	19.00		31.30	19.40		38.70	21.00
31.25	21.00		33.90	21.50		41.00	24.00

Table 2. Values for zenithal distances and separation between prisms necessary to correct the atmospheric dispersion for WHT in V, R and I filters.

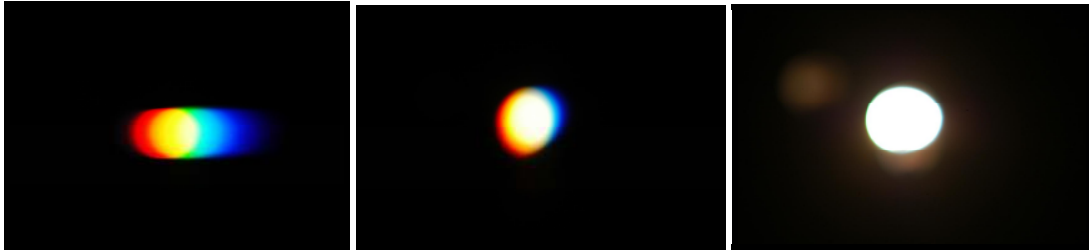


Fig 4. Lab images. Dispersion simulated with a prism and obtained correction increasing distance between prisms of the ADC

One of inconvenience of this system is that moving one prism the position of the centroid in the focal plane also changes.

The reference, where the centroid is coincident with the center of the image, corresponds to an object in the zenith. It is important to know the deviation respect the reference for objects with different zenithal distances. This shift in small telescopes for zenithal distances less than or equal to 50° is not significant, but it is a critical factor in higher telescopes such as NOT, WHT or, GTC where the detector would be divided in 6x6 box of 2.1 arcseconds arrays with a pointer of 1.7 arcseconds. Due to the proximity of these values the accuracy is very important in focusing.

This shift has been verified in laboratory before implementing the ADC in telescope. The results of the calibration are the following.

The equation of transmission for a prism is:

$$\sin \tau_2 = \sin \alpha - \sin \varphi \sin \alpha + \sqrt{n^2 - \sin^2 \varphi} \quad (4)$$

Where α is the angle of prism, φ is incidence or inclination and τ_2 the exit angle (second refraction's angle). If θ is the difference between incidence and exit angle, then:

$$\mathcal{G} = \varphi - \alpha + \tau_2 \quad (5)$$

If τ_1 is first refraction's angle, $\sin \tau_1 = \frac{\sin \varphi}{n}$. Then the deviation of beam (h_0) produced by introduction of two prisms will be:

$$h_0 = \frac{x \cdot \sin(\varphi - \tau_1)}{\cos \tau_2} \quad (6)$$

x being the total thickness of glass. The value of deviation of beam (h) produced between prisms by its separation (s) comes given by:

$$h = s \frac{\sin \vartheta \cdot \cos(\alpha - \varphi)}{\cos \tau_2} \quad (7)$$

With a large detector we reproduce in the optical lab a $f/11$ imaging system where we introduce the double prism arrange and develop the measurement of image displacement by one millimeter steps for a total separation between prisms of 24 millimeters

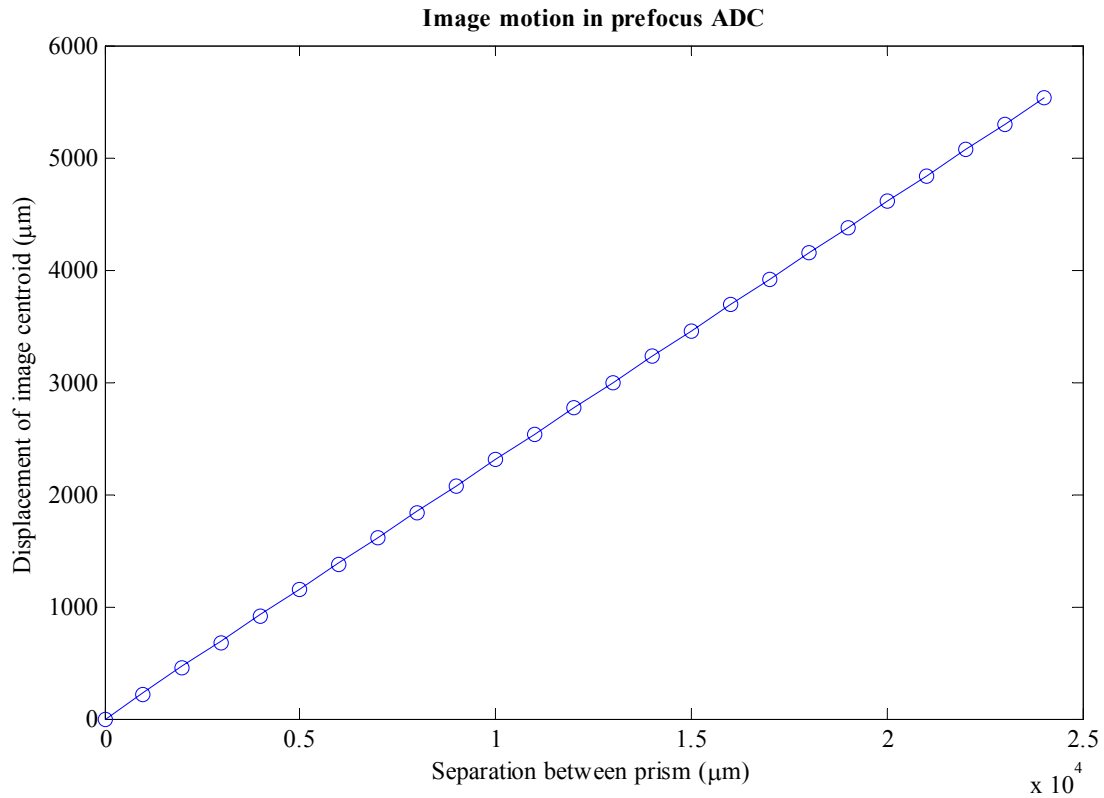


Fig. 5. Image motion due to separation between prisms. Circles are experimental positions over a detector for incremental values of separation between prisms. Line is the theoretical value for these separations. But it was needed to reduce slightly the angle of each prism in order to adjust to experimental data, verifying a 24.6° angle.

S(mm)	D(mm)	A('')		S(mm)	D(mm)	A('')
0	0	0				
1	0.219759	0.9811		13	2.99436	13.3500
2	0.449539	2.0070		14	3.22329	14.3675
3	0.681339	3.0417		15	3.45402	15.3922
4	0.913646	4.0785		16	3.68494	16.4171
5	1.14309	5.1024		17	3.91546	17.4393
6	1.37473	6.1358		18	4.14507	18.4567
7	1.60534	7.1643		19	4.37654	19.4814
8	1.83806	8.2019		20	4.60542	20.4937
9	2.07067	9.2386		21	4.83532	21.5095
10	2.30177	10.2680		22	5.06753	22.5345
11	2.53135	11.2902		23	5.29677	23.5452
12	2.76407	12.3258		24	5.5285	24.5657

Tab. 3. Values of separation between prisms, experimental displacement of centroid of image in mm at focal plane and their equivalences in arc-seconds for WHT.

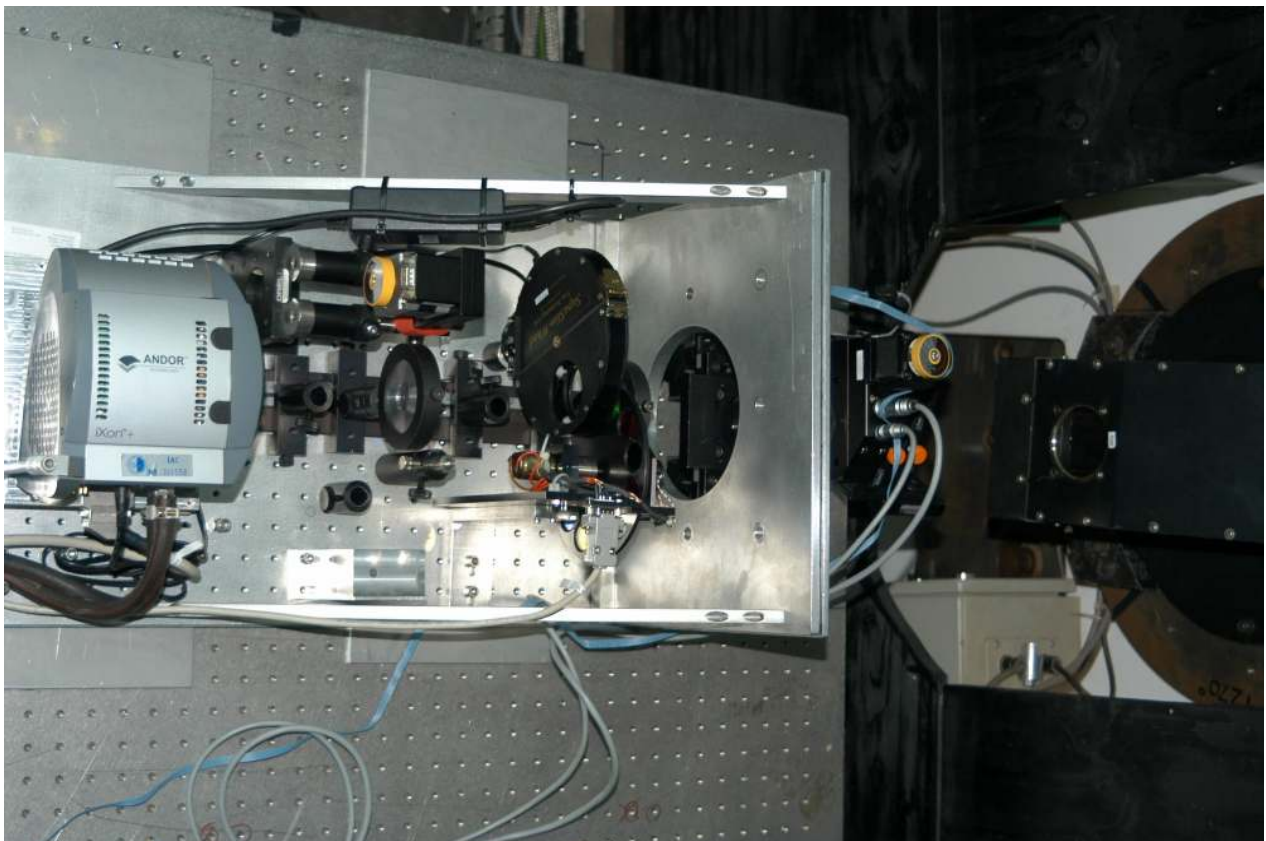


Fig. 6. FastCam at GHRIL Nasmyth focus in WHT with ADC prefocus mounting, behind Optical Derotator.

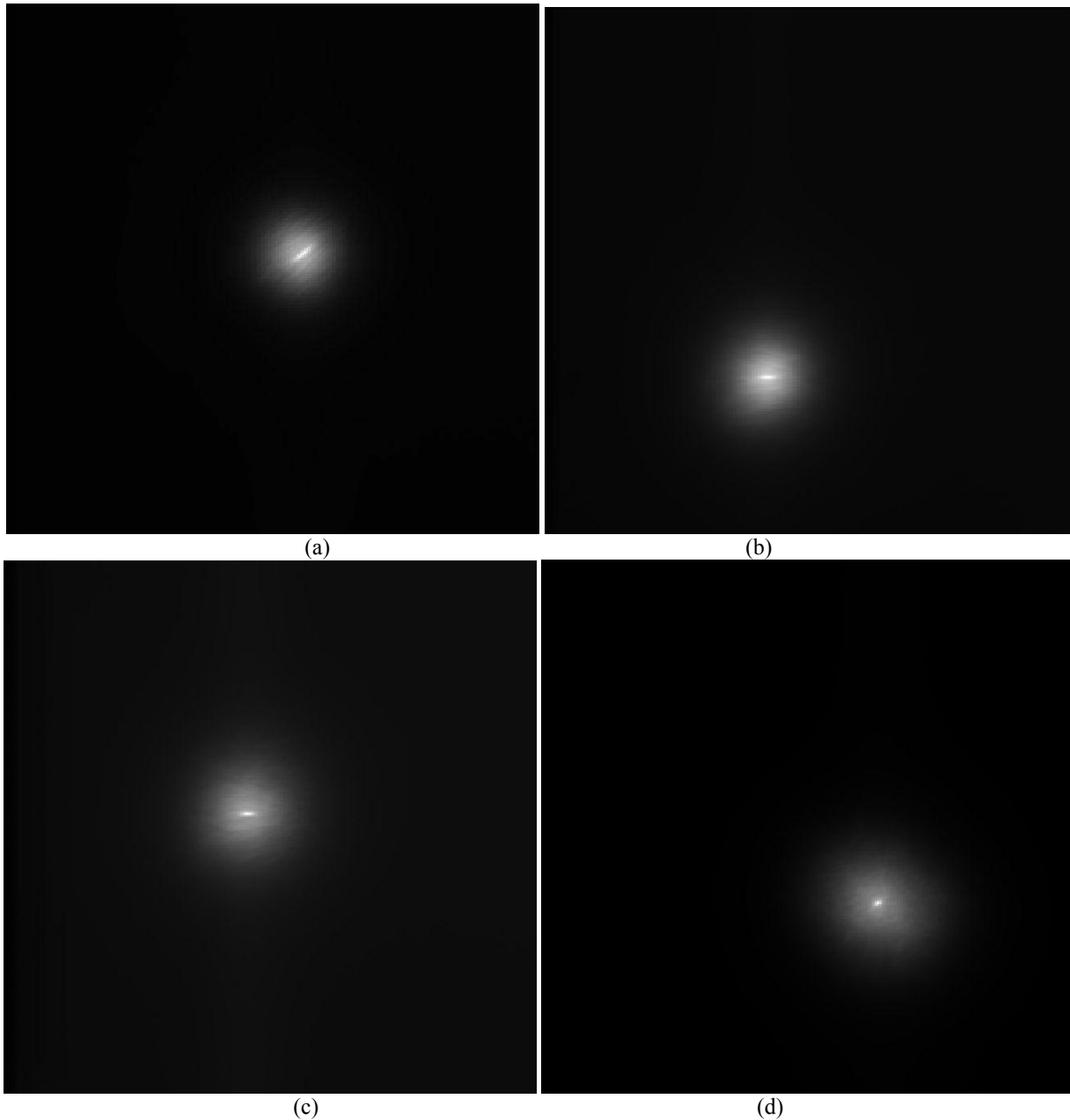


Fig 7. Sequential images, V-band, for a HR7557 star (α -AQL) to 30 degrees from zenith. (a) Original image, elongation is in zenithal orientation. Separation between prisms is zero and angle is in nominal horizontal position. (b) Rotating prisms the elongation rotates. (c) Increasing separation between prisms the elongation decreases. (d) At appropriate separation of prisms in the mounting the elongation practically disappears. These are pre-processed images so that the seeing does a halo rounding the star. Total field in each image is less than 10 arcsec. (May 23,2008).

At WHT the movement of the image due to the separation between prisms results next to 5 arc-seconds for 5mm in advance. The implementation of the optical derotator in GHRIL from WHT result very comfortable using the ADC because the orientation of correction's plane is the same what the optical derotator used to maintain the horizontal

position of FastCam in the lab table. For example, we obtained in V band the best results for a zenithal distance $Z=30^\circ$, with 20 mm of separation, while the elongation of the image increases newly if the separation grows. On the one hand this design presents some advantages but, on the other hand it is not a system too easy to be implemented for smaller telescopes that can not bear much weight off-axis. Also, a pre-focus configuration limits the use in an A&G box because the space disposable in these telescopes is less than the required space. Is for that what we start the study of an ADC in collimated beam.

A configuration for collimated beam

An atmospheric dispersion corrector placed in a collimated beam offers advantages respect to the pre-focus configuration. The most significant advantage is the generality of this system to be implemented in other instruments or with another configuration. This second design, thought for FastCam is really a general atmospheric dispersion corrector. The main problem for its design is, how to correct many collimated beams every one with a different angle, this is, a dispersed beam after a collimator lens. Some ideas have been tested in order to find the best and easiest way to implement an useful system. A first attempt using the same prisms is presented now. In the knowledge of that is not the better solution nor the most compact, as we thought when we start with it.

The idea of an ADC in collimated beam comes from the necessity to compact the final instrument designed for common use in TCS 1.5m telescope at Teide Observatory. A prefocus ADC enlarge the system and the space available does not permit that. Also the mounting in A&G box limits its implementation. The positioning between camera and detector (behind the camera of reimaging system) is also not possible because the focal length is too short. The first requirement was compactness and second one, simplicity. In literature we can obtain several good systems⁵ but they are thought for adaptive optics systems in new big instruments and telescopes. Some design for work with optical fibers could be adapted but we thought that the easiest would be a similar mounting as pre-focus but tilting one of them instead of displace it. The supports and active rotators would be out of optical path and only the separation between prisms use optical space.

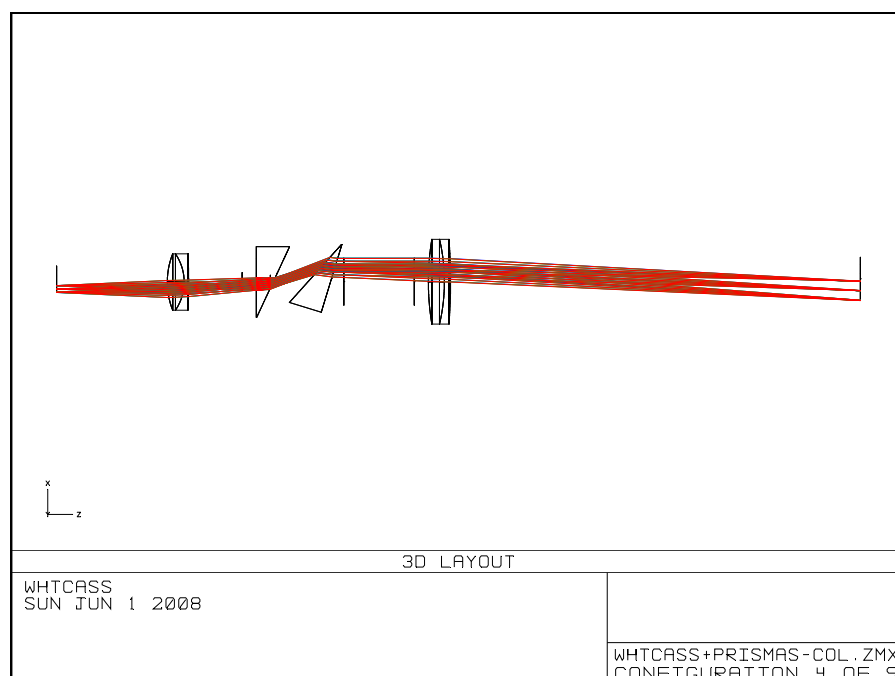


Fig 8. Optical layout of tilting prisms in collimated beam.

The study of a tilting system for the WHT which has a small field results more or less appropriate but it shows lacks for greater fields.

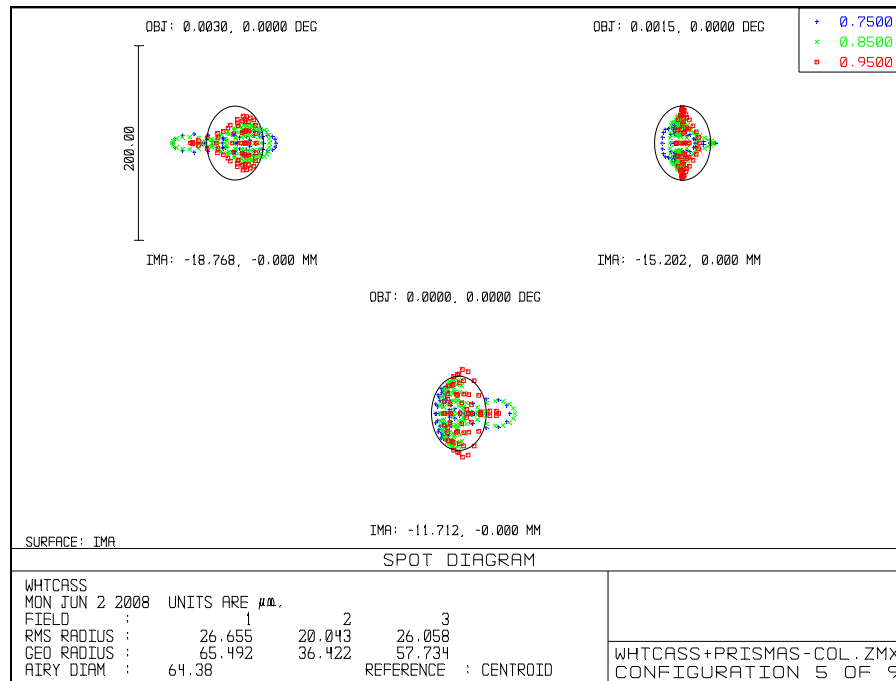


Fig. 9. Correction of atmospheric dispersion equivalent to 45 degrees of zenithal distance tilting only one prism. It is possible to optimize the aberration tilting the second one prism, but the relatives movements are complicated for use with several values of Z.

The system with tilting prism is more aberrating than prefocus system. This is not a system diffraction limited. We do not constrain the aberrations into the Airy disk in all field, and loose the optical quality required. Although it is possible to improve slightly the quality tilting the second prism and changing the value of tilt for this first prism, the combination is not equivalent to another dispersion. All of that does the system too complex to implement but we have reached the objective of a simple ADC in collimated beam.

We have decided what the final instrument for 1,5m TCS telescope will carry a double cemented biprism counter-rotating in collimated beam. This system has the advantage than it has not deflection nor displacement of beam when biprisms rotate. Furthermore as the field of the system is physically small, the size of this solution is appropriate to the requirements of the instrument.

3. NEXT STEPS AND CONCLUSIONS

The future of FastCam is foreseen to go to 10m GTC working as a single instrument using individual images from each 1.8m segment and adding all images after to increase the depth in magnitude. Also is considered a multi-instrument dividing the pupil in 6 sectors, each one going to a individual FastCam system reaching more than 6 times the depth obtained in WHT. All of these configurations will have an ADC. In each case we are going to study the more appropriate configuration of ADC, pre-focus or collimated beam. Prefocus seems more appropriate in FastCam-6 but not for FastCam-Seg.

FastCam is going to be integrated as common use instrument in 1.5m TCS in Teide Observatory. Given the space disposable, a classical double bi-prism will be implemented. We will develop the best combination of materials to reach the diffraction limit as normal use to V band. Also, we are working in the extension to infrared J, H and K bands. The detector(noise and detectivity) is at moment most important constrain in this line, but we are going to try a system in next months. Any ADC will be necessary in this case, because IR bands do not show atmospheric dispersion at this telescope.

ADCs development are coming more and more important due to the increasing of the resolution required by new instruments what are in designing for the new generation of large telescopes. The knowledge and understanding of all type of correctors will be a necessary task in order to can obtain the best system for every instrument.

4. REFERENCES

1. **A Oscoz & FastCam Team**, "FastCam: a new lucky imaging instrument for medium-sized telescopes", SPIE, Marseille, Jun2008.
2. **Filippenko, A.V.**, "The importance of Atmospheric differential refraction in spectrophotometry", Pub. Astronomical Society of the Pacific, 1982, v94, p715-721.
3. **Roland J. Sarlot, Donald W. McCarthy**, "A Cryogenic, 1-5 Micron Atmospheric Dispersion Corrector for Astronomical Adaptive Optics", Proceedings of SPIE Vol. 4441 (2001).
4. **Avila, G., Rupprecht, G. and J. M. Beckers**, "Atmospheric dispersion corrector for the FORS focal reducers at ESO VLT", Proc. SPIE 2871, 1135-1143 (1996).
5. **Avila, G., Manescau, A., Pascini, L.** "ESPRESSO Concept Study Telescope Interfaces", Doc. Nr.: VLT-TRE-ESO-13520-4241 Issue: 0.3, 31-05-2007.

ZEMAX is a copyright trademark for an optical design program used to evaluate and optimize the positioning of prisms. IAC has several registered licenses.



Roberto López López, Ariadna Calcines Rosario

rl@iac.es

azcr@iac.es

Instituto de Astrofísica de Canarias

An Atmospheric Corrector to work with Fastcam at William Herschel Telescope

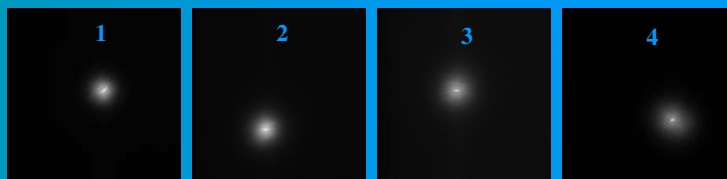
SPIE 2008. MARSEILLE, FRANCE.

ABSTRACT:

In this poster an Atmospheric Dispersion Corrector (ADC) developed for the FastCam project is presented. FastCam is a system based on 'lucky imaging' techniques for high spatial resolution, developed at the Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC). The use of a system to correct the atmosphere's effects is necessary to obtain a good optics quality in order to satisfy science requirements.



One ADC has been designed to be implemented and intended to correct that atmospheric effect at the 4.2m William Herschel Telescope (Roque de los Muchachos Observatory, La Palma) for zenithal distances larger than 15 degrees, mainly in I band. Two alternatives are shown, one of them in prefocus configuration and another in collimated beam.



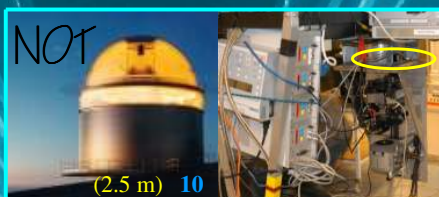
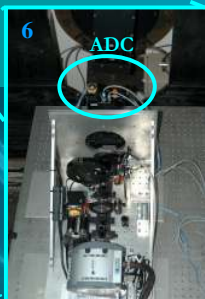
Sequential images, V-band, for a HR7557 star (α -Aql) to 30 degrees from zenith.

(1) Original image, elongation is in zenithal orientation. Separation between prisms is zero and angle is in nominal horizontal position. (2) Rotating prisms the elongation rotates. (3) Increasing separation between prisms the elongation decreases. (4) At appropriate separation of prisms in the mounting the elongation practically disappears. These are pre-processed images so that the seeing does a halo rounding the star. Total field in each image is less than 10 arcsec. (May 23, 2008).

Fastcam is an ambitious instrument designed and developed by the Instituto de Astrofísica de Canarias and the Universidad Politécnica de Cartagena that has reached the diffraction limit in the telescopes: TCS, NOT, WHT. The principal investigator is the Doctor Rafael Rebolo. For WHT (4.5m) and atmospheric corrector is needed. The ADC has been designed for WHT though it can be implemented in other telescopes.



WHT (Figs.5,6,7,8) William Herschel Telescope (Roque de los Muchachos, La Palma). The ADC was implemented in May 2008 and the results are shown in Figs.1,2,3,4.



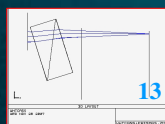
TCS (Fig. 9) Carlos Sánchez Telescope (Izaña, Tenerife). The next tests of the ADC will take place in this telescope in September 2008.

NOT (Fig. 10) Nordic Optical Telescope (Roque de los Muchachos, La Palma). The ADC has been tested in May 2008 (as can be seen in the picture) in order to test the pre-focus design.

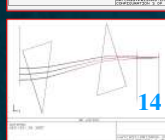
This configuration is optimal for telescopes with a lab in Nasmyth focus. This is the case of WHT.

This also allows stability which is important for the image in the focal plane. In our configuration the variable separation between the prisms allows to correct zenithal distances until 45° in I band and 34 degrees in V band.

Pre-focus ADC



When the prisms are in contact (Fig.13) any correction is produced. With different separations (Fig.14) higher dispersions can be solved, as can be seen in this figure all the wavelengths focus in the focal plane.



The (Fig. 15) spot diagram shows the dispersion effect for three wavelengths in I band. Attending to the figure, blue and red wavelengths do not come in the Airy disc. The (Fig.16) spot diagram presents the incident rays of the system in the focal plane once they have been corrected. The ADC solves the problem by moving the prisms and

rotating them. The result is a good optics quality with aberrations under the diffraction circle so that they do not affect.

Collimated-beam ADC

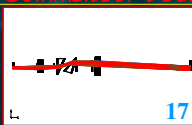


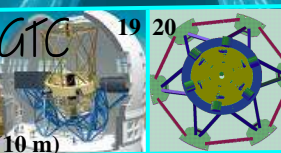
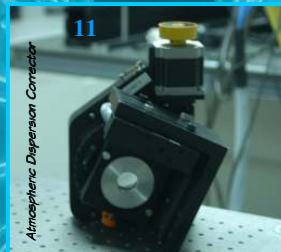
Fig.17 Optical layout of tilting prisms in collimated beam.

Fig.18 Correction of atmospheric dispersion equivalent to 45 degrees of zenithal distance tilting only one prism.

It is possible to optimize the aberration tilting the second one prism, but the relative movements are complicated for use with several values of Z.

An atmospheric dispersion corrector placed in a collimated beam offers advantages respect to the pre-focus configuration. The most significant is the generality of this system to be implemented in other instruments. The main problem is how to correct many collimated beams every one with a different angle.

The study of a tilting system for the WHT which has a small field results more or less appropriate but it shows lacks for greater fields.



One inconvenience of this system is that moving one prism the position of the centroid in the focal plane also changes. This aberration has been measured in lab A-77 imaging system is reproduced (Fig.23) in order to get the measurement of image displacement by one millimeter steps for a total separation between prisms of 24 millimeters. The same has been done for ADC in collimated beam (Fig.26).

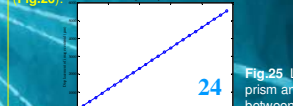
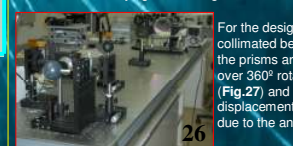


Fig.24 Representation of displacement of image centroid against separation between prisms, both in μ m. Circles are experimental positions over a detector for incremental values of separation between prisms. Line is the theoretical value for these separations. But it was needed to reduce slightly the angle of each prism in order to adjust to experimental data, verifying a 24.6° angle.



Fig.25 Lab images. Dispersion simulated with a prism and obtained correction increasing distance between prisms of the ADC



For the design in collimated beam the prisms are over 360° rotators (Fig.27) and displacement is due to the angle.



The future of FastCam is foreseen to go to 10m GTC (Fig.19) working as a single instrument using individual images from each 1.8m segment and adding all images after to increase the deep in magnitude. Also it is considered a multi-instrument dividing the pupil in 6 sectors, each one going to a individual FastCam system (FASTCAME, Fig.20) reaching more than 6 times the deep obtained in WHT. All of these configurations will have an ADC. Prefocus seems more appropriate in FastCam-6 but not for FastCam-Seg.

CONCLUSIONS

FastCam is going to be integrated as common use instrument in 1.5m TCS in Teide Observatory. Given the space disposable, a classical double bi-prism will be implemented. We will develop the best combination of materials to reach the diffraction limit as normal use to V band. The designs have used available material from IAC lab, so that was a restriction. Also, we are working in the extension to infrared J, H and K bands. The detector/noise and detectivity is at moment most important constrain in this line, but we are going to try a system in next months. Any ADC will be necessary in this case, because IR bands do not show atmospheric dispersion at this telescope. ADCs development are coming more and more important due to the increasing of the resolution required by new instruments what are in designing for the new generation of large telescopes. The knowledge and understanding of all type of correctors will be a necessary task in order to can obtain the best system for every instrument.

Special thanks to:
delination and workshop teams of IAC

REFERENCES

A Ocorot & FastCam Team. FastCam: a new lucky imaging instrument for medium-sized telescopes. SPIE, Marseille, Jun2008. Filippenko, A.V., The importance of Atmospheric differential refraction in spectroscopy. Pub. Astronomical Society of the Pacific, 1982, vol. 4, p.715-721. Roland J. Serfat, Donald W. McCarthy, A Cryogenic, 1.5-Micron Atmospheric Dispersion Corrector for Astronomical Adaptive Optics. Proceedings of SPIE Vol. 4441 (2001). Avila, G., Rupprecht, G., Atmospheric Dispersion Corrector for the FORS focal reducers at the ESO VLT. Avila, G., Manescau, A., Pasini, L. ESPRESSO Concept Study Telescope Interfaces, Doc. Nr.: VLT-TRE-ESO-13520-4241 Issue: 0.3, 31-05-2007.

IV.c. Diseño del sistema optomecánico y fabricación de FastCam

Durante los años 2008, 2009 y 2010 FastCam fue consolidándose como instrumento y, entre otras cosas, se le dotó de una estructura específica para el TCS. En el congreso de SPIE Astronomical Telescopes and Instrumentation, 2010 en San Diego, se presentaron varios de estos trabajos.

La estructura es el resultado del estudio y diseño realizado por la empresa IDOM, con la que colaboramos en la determinación de los puntos críticos de diseño y determinando los posibles requerimientos futuros, definiendo los complementos que se requerirían, como pueden ser una cámara de campo y un ADC.

Resumen:

FastCam es un instrumento desarrollado conjuntamente por el Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC) y la Universidad Politécnica de Cartagena (UPCT), diseñado para obtener imágenes de alta resolución espacial en el rango de longitudes de onda ópticas por medio de telescopios instalados en tierra: (<http://www.iac.es/proyecto/fastcam> y <http://www.iac.es/telescopes/Manuales/manualfastcam.pdf>). El instrumento está equipado con una cámara EMCCD con ruido muy bajo y muy rápida velocidad de lectura que proporciona imágenes de corta de exposición a un procesador basado en FPGA que lleva a cabo la selección, recentrado y combinación de las imágenes en tiempo real (aplicando técnicas de *Lucky Imaging*) para proporcionar imágenes limitadas por difracción en telescopios de clase 1 – 4m en el rango entre 500 y 1100 nm.

IDOM ha contribuido a este nuevo instrumento puntero con el diseño de un sistema opto-mecánico concebido para maximizar la estabilidad de la escala de imagen del sistema para astrometría. La combinación de placas de aluminio, fibra de carbono (CFRP) y monturas de acero inoxidable en el banco óptico define un diseño atermalizado y rígido para cumplir con los requisitos de estabilidad térmica y mecánica.

Este trabajo ha sido realizado con el apoyo del Subprograma Aeroespacial del Centro Español para el Desarrollo Tecnológico e Industrial (CDTI) y del programa INTEK de la Agencia de Desarrollo Vasco (SPRI).

FastCam optomechanical system design and manufacture

Gaizka Murga^{*a}, Rubén Sanquirce^a, Ramón Campo^a,
Alex Oscoz^b, Roberto López^b, Rafael Rebolo^b

^aIDOM, Av. Lehendakari Aguirre 3, 48014 Bilbao, Spain

^bInstituto de Astrofísica de Canarias, c/ Via Láctea s/n, 38205 La Laguna, Spain

ABSTRACT

FastCam is an instrument jointly developed by the Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC) and the Universidad Politécnica de Cartagena (UPCT), designed to obtain high spatial resolution images in the optical wavelength range from ground-based telescopes (<http://www.iac.es/proyecto/fastcam> and <http://www.iac.es/telescopes/Manuales/manualfastcam.pdf>). The instrument is equipped with a very low noise and very fast readout speed EMCCD camera which provides short exposure images to an FPGA-based processor which performs the selection, recentering and combination of images in real-time (applying Lucky Imaging techniques) to provide diffraction limited resolution images in 1-4 m class telescopes from 500 to 1100 nm.

IDOM has contributed to this new state-of-the-art instrument with the design of an optomechanical system conceived to maximize the image scale stability of the system for astrometry. The combination of aluminum plates, carbon fiber (CFRP) rods and stainless steel mounts in the optical bench defines an athermalized and stiff design to meet the requirements of thermal and mechanical stability.

This work has been done with the support of the Aerospace Subprogramme of the Spanish Centre for the Development of Industrial Technology (CDTI) and the INTEK programme of the Basque Development Agency (SPRI).

Keywords: FASTCAM, lucky imaging, stability, athermal, optical bench,

1. INTRODUCTION

FASTCAM has been conceived as a high spatial resolution imaging camera for high accuracy astrometry in 1-4 m class telescopes. High resolution –diffraction limited images- is achieved by means of Lucky Imaging techniques [1] while the image scale stability is obtained by means of a mechanically stiff and athermalized optical bench.

A FASTCAM prototype [2] has been successfully tested on the sky during tens of nights on several telescopes at the Canary Islands Observatories: 1.52m Telescopio Carlos Sánchez (TCS), 2.5m Nordic Optical Telescope (NOT), 4.2m William Herschel Telescope (WHT) and even the 10.4m Gran Telescopio de Canarias (GTC). The implementation described in the present paper is planned to be installed as a common user instrument in the Cassegrain focus of 1.52m Telescopio Carlos Sánchez (TCS) at the Observatorio del Teide (Canary Islands).

These observations have confirmed the incredibly potential of the instrument which allows obtaining, regardless of the seeing conditions and without needing adaptive optics, extremely high resolution images. This prototype, although not finished yet, has already led to the first scientific results in different fields, such as brown dwarfs, exoplanets or black holes.

2. OPTICAL BENCH REQUIREMENTS

FASTCAM main optical system is composed by a collimator lens, a camera lens and an ultrasensitive low light EMCCD detector. Additionally, two filter wheels and a wide field camera feed by a folding mirror and the provision of an atmospheric dispersion corrector (ADC) are considered to complete the system.

The main function of FastCam Optical Bench is to stiffly support all the aforementioned optical components enhancing the image scale stability during the observation. This stability requirement is formulated as less than 10 μ as distortion for a 5arcsec distance over a field of view of 10arcsec.

Additionally the Optical Bench shall be compact, easy to maintain and shall provide features for the optical system alignment.



Figure 1 FastCam instrument 3D view.

3. TOLERANCE ANALYSIS

The first step of the design process was to perform a tolerance analysis to determine the impact of the different sources of optical components displacement for the selection of the most suitable structural system. The effect of lens decenter, defocus and tilt on the image stability has been studied and the corresponding sensitivity determined by means of simulations with the software ZEMAX SE.

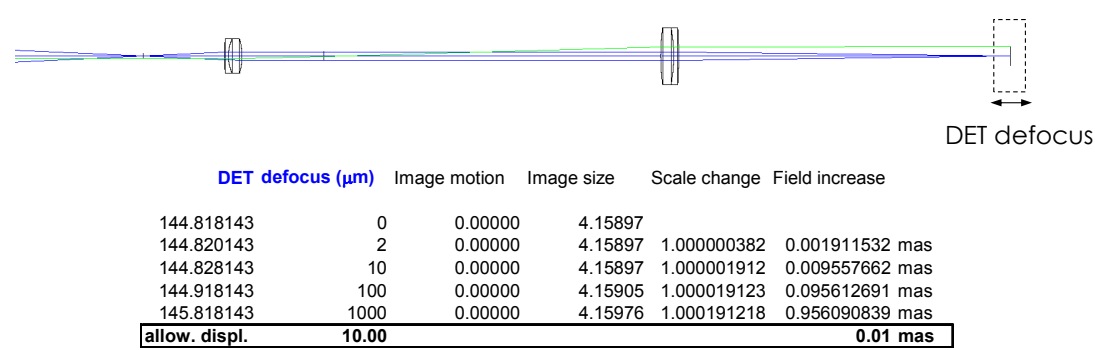


Figure 2 Analysis of the impact of CCD detector defocus in image scale stability (part of the tolerance analysis)

The effect of lens/detector defocus is highly mitigated by the telecentric design of the optical system. This way a displacement of 10microns in the detector is required to reach the defined stability limit.

The effect of lens decenter causes a higher impact on the system stability (only 5micron displacement is required to reach the stability limit), while the system not highly affected by lens tilt.

Considering this sensitivities the optical bench shall be stiff enough to minimize decenter caused by the structural flexion (when telescope points to zenith), but also thermally stable and stiff to minimize defocus caused by thermal expansion and axial loads (when telescope points to low elevation).

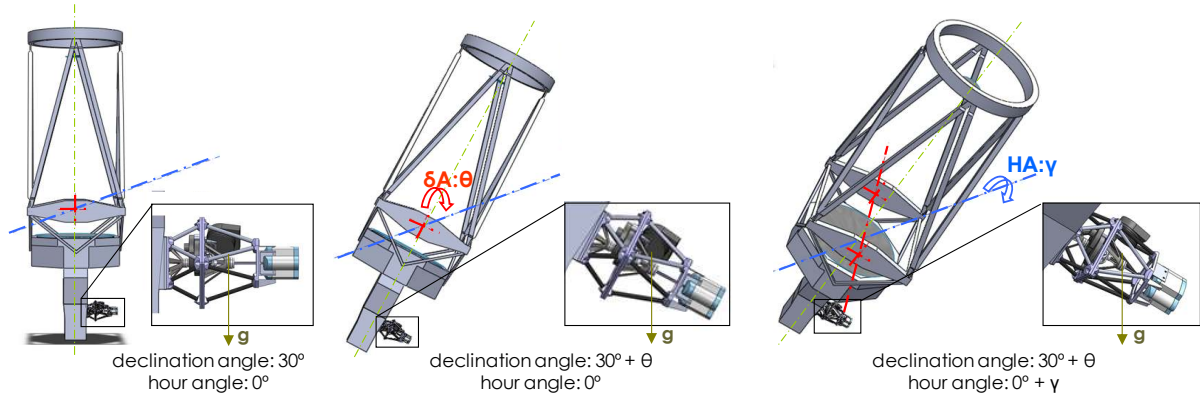


Figure 3 Instrument orientation at different telescope declinations/hour angles.

4. OPTICAL BENCH PROPOSED DESIGN

In order to increase thermal stability without adding a complex thermal control system an athermalized design composed by aluminum plates joined by means of adhesive-bonded carbon fiber reinforced plastic (CFRP) rods and stainless steel lens supports was designed.

The combination of materials with different coefficient of thermal expansion and the appropriate selection of angles ensure that the relative positions of both lenses and the detector is constant no matter the temperature changes, while the stiffness provided by the CFRP rods limits lens decenter and defocus caused by mechanical deflections.

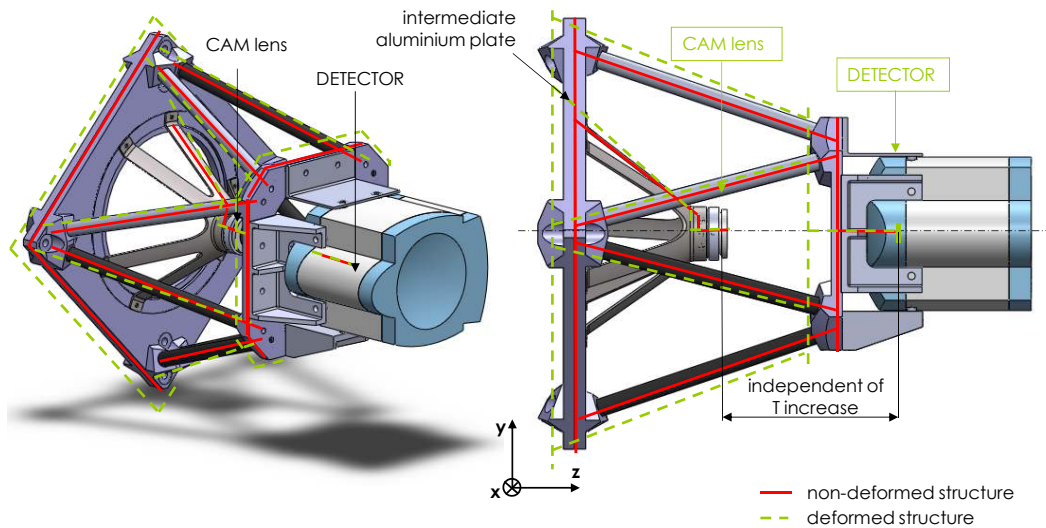


Figure 4 Athermalized configuration between camera lens and detector.

The aluminum plates are conceived to be manufactured in lathe and mill, the CFRP rods are commercially available pultruded rods and the stainless steel spiders for lens support are easily manufactured on lathe and electrical discharge cutting.

The lens mounts were designed to be simple and compact, allowing a focusing range of 5mm with a pitch of 0.5mm in a backlash free arrangement locked by means of a screw with PTFE head. The lenses are fixed to the cell with a RTV sealing compound capable of compensating the difference between aluminum and glass coefficient of thermal expansion (CTE) difference.

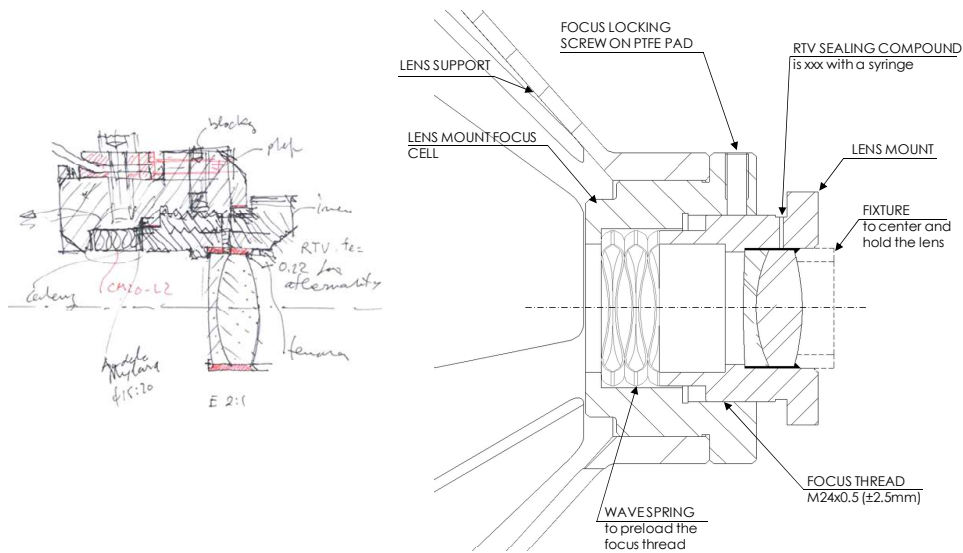


Figure 5 Proposed design for the lens mount

Additional supports have been defined for the support of EMCCD camera, wide field camera, folding mirror and filter wheels.

Regarding the control system, a hardware architecture compatible with the image acquisition system was proposed for the control of the different components: filter wheels, folding mirror, EMCCD and wide field cameras. The power supply system and the cable harness for power and control were also defined.

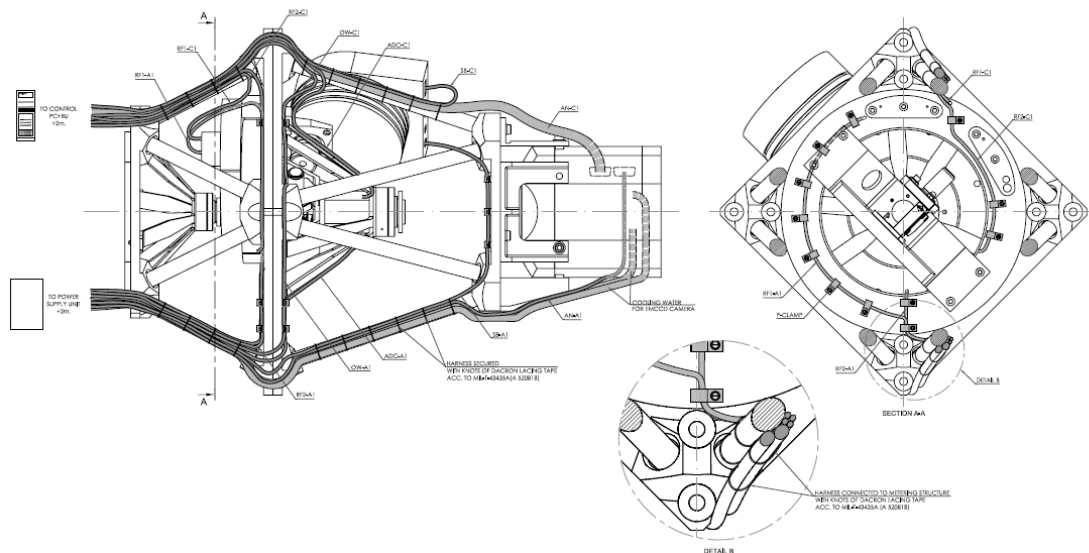


Figure 6 Power and control cable harness

5. DESIGN VERIFICATION

So as to verify the optical bench stability performances a finite element model of the optical bench was created and the effect of mechanical and thermal loads analyzed.

Differential deflections caused by gravity at different telescope orientations and residual thermal expansions were quantified for the worst case scenario during an observation. The effects of these deflections on scale stability was determined in ZEMAX, image scale stability was kept in all cases below $8\mu\text{s}$ complying with the image scale stability requirement ($10\mu\text{s}$).

Apart from the main performance verifications, a modal analysis -to determine the system first eigenvalues and eigenmodes- and a survival analysis considering transport and accidental conditions were performed.

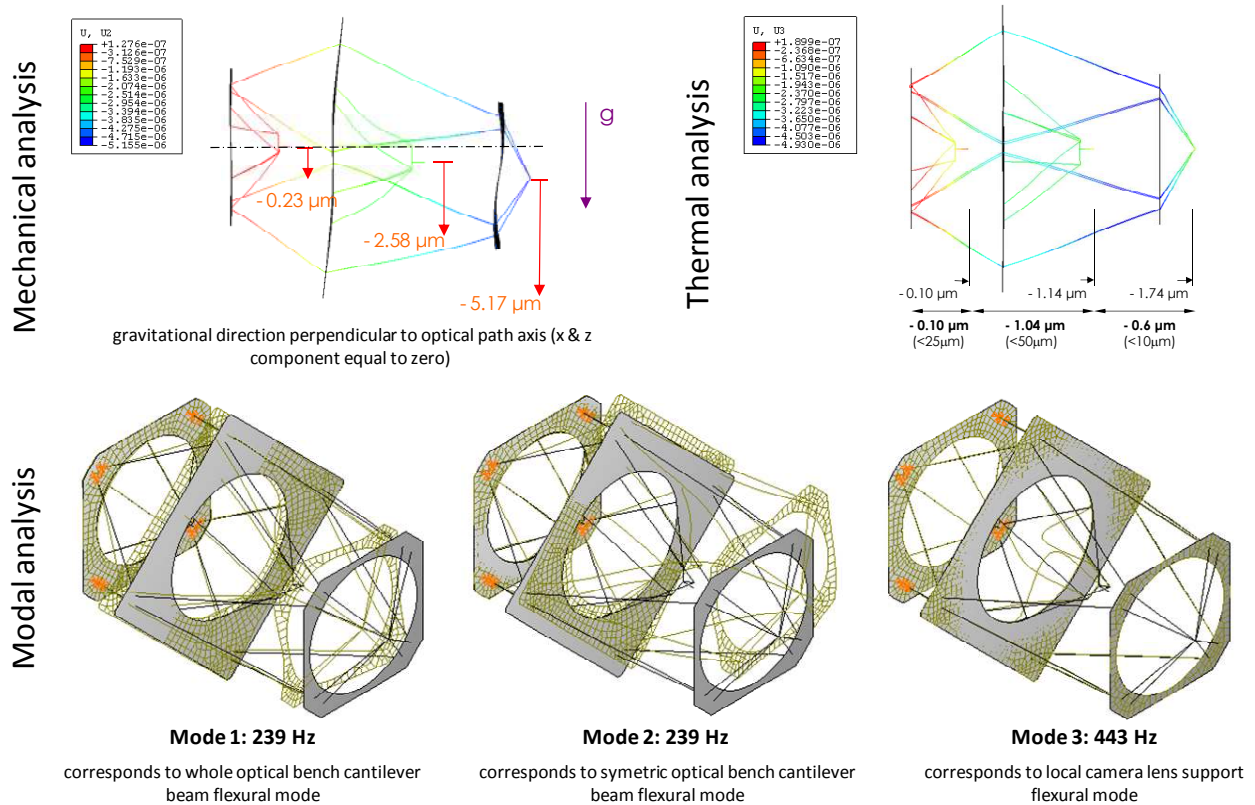


Figure 7 Mechanical and thermal stability analysis. Optical bench first eigenfrequencies/modes

6. OPTICAL BENCH MANUFACTURE

The optical bench components, optical elements supports and specific tooling for the assembly were manufactured in a precision machining workshop in the Bilbao area. The assembly and adhesive bonding process was performed at IDOM laboratory.

After the assembly, the optical bench was sent to the IAC for the integration of the optical components, the control system, power supply and cable harness and its commissioning in the telescope.

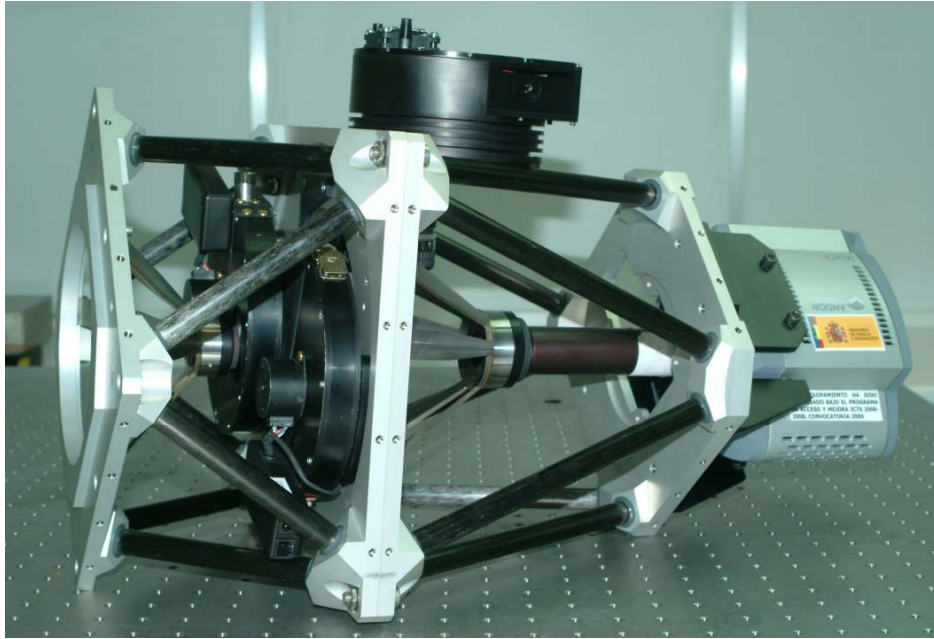


Figure 8 FASTCAM@TCS Optical Bench, after the integration of optical components.

7. CONCLUSIONS

A thermally and mechanically stable optical bench, compliant with the scientific requirements, has been designed for the FastCam implementation at the 1.52m Telescopio Carlos Sánchez (TCS).

Thermal stability is enhanced by the athermalized design with the appropriate combination of geometry and materials (aluminum, CFRP and stainless steel) and mechanical stability is achieved by a stiff design. Finite element analysis and optical tolerance analysis has been used to verify the system performances.

REFERENCES

- [1] Law, N. M., Mackay, C. D., & Baldwin, J. E., "Lucky Imaging: High Angular Resolution Imaging in the Visible from the Ground", A&A 446, 739-745 (2006)
- [2] Oscoz A., Rebolo R., "FastCam: a new lucky image instrument for medium-sized telescopes ", SPIE 7014 (2008)
- [3] Yoder P., "Opto-mechanical Systems Design", 3rd Edition, CRC Press (2006)

IV.d. Alta resolución espacial e imagen *speckle* de alto contraste con FastCam en el ORM

Uno de los trabajos que se presentaron en ese mismo congreso explicaba la vuelta de tuerca adicional que dimos a las imágenes obtenidas con FastCam mediante un post-procesado especial, con el fin de lograr mayor contraste incluso en nuestros resultados.

Resumen:

En este artículo se presenta un enfoque observacional original que combina, por primera vez, imagen *speckle* tradicional con post-procesado de imágenes para obtener en el dominio óptico imágenes limitadas por difracción con alto contraste (10^{-5}) dentro de 0,5 a 2 segundos de arco en torno a una estrella brillante. La etapa de post-procesamiento se basa en filtrado *wavelet*, es análoga al realce de bordes y filtro de paso alto. Nuestros resultados en banda *I* con el Telescopio Nórdico (NOT) de 2,5m y el instrumento de imágenes afortunadas FastCam demuestran que somos capaces de detectar compañeras enanas marrones tipo L en torno a una estrella de tipo solar con contraste $\Delta I \sim 12$ a $2''$ sin el uso de ninguna utilidad coronográfica, lo que simplifica enormemente los enfoques instrumental y de *hardware*. Este objeto se ha detectado desde tierra en las bandas *J* y *H* hasta el momento sólo con telescopios de clase 8 – 10m asistidos con OA (Gemini, Keck), aunque se ha detectado más recientemente con telescopios de clase menor en banda *K*. Discutiendo las ventajas y desventajas del régimen visible para la detección de flujos intrínsecos débiles cercanos a estrellas brillantes desarrollamos algunas perspectivas para otros campos, incluyendo el estudio de núcleos densos en cúmulos globulares. Hasta donde sabemos, ésta es la primera vez que se incluyen consideraciones de alto contraste en la aproximación óptica de imágenes *speckle*.

High spatial resolution and high contrast optical speckle imaging with FASTCAM at the ORM

Lucas Labadie^{a,b}, Rafael Rebolo^{a,f}, Bruno Femenía^{a,b}, Isidro Villó^c, Anastasio Díaz-Sánchez^c, Alejandro Oscoz^a, Roberto López^a, Jorge A. Pérez-Prieto^a, Antonio Pérez-Garrido^c, Sergi R. Hildebrandt^d, Victor Béjar-Sánchez^{a,b}, Juan José Piqueras^e, Luis Fernando Rodríguez^a

^a Instituto de Astrofísica de Canarias, C/ Via Lactea s/n, La Laguna, Tenerife E-38200, Spain

^b Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, 38205 La Laguna, Tenerife, Islas Canarias, Spain

^c Universidad Politécnica de Cartagena, Campus Muralla del Mar, Cartagena, Murcia E-30202, Spain

^d Laboratoire de Physique Subatomique et de Cosmologie, 53 Avenue des Martyrs, 38026 Grenoble, France

^e Max-Planck-Institut für Sonnensystemforschung, Max-Planck-Str. 2, 37191 Katlenburg-Lindau, Germany

^f Consejo Superior de Investigaciones Científicas, Spain

ABSTRACT

In this paper, we present an original observational approach, which combines, for the first time, traditional speckle imaging with image post-processing to obtain in the optical domain diffraction-limited images with high contrast (10^{-5}) within 0.5 to 2 arcseconds around a bright star. The post-processing step is based on wavelet filtering and has an analogy with edge enhancement and high-pass filtering. Our I-band on-sky results with the 2.5-m Nordic Telescope (NOT) and the lucky imaging instrument FASTCAM show that we are able to detect L-type brown dwarf companions around a solar-type star with a contrast $\Delta I \sim 12$ at $2''$ and with no use of any coronagraphic capability, which greatly simplifies the instrumental and hardware approach. This object has been detected from the ground in J and H bands so far only with AO-assisted 8-10 m class telescopes (Gemini, Keck), although more recently detected with small-class telescopes in the K band. Discussing the advantage and disadvantage of the optical regime for the detection of faint intrinsic fluxes close to bright stars, we develop some perspectives for other fields, including the study of dense cores in globular clusters. To the best of our knowledge this is the first time that high contrast considerations are included in optical speckle imaging approach.

Keywords: Speckle imaging, frames selection, new instruments, high resolution imaging, optical wavelengths

1. INTRODUCTION

To date, a high number of ambitious scientific cases of modern galactic and extragalactic astronomy rely on the need of very deep and sharp images able to unveil faint details. Such goals stress the importance of observations with high sensitivity, high dynamic range and high spatial resolution. In the last ten to twenty years, these requirements have been fulfilled with the development of a new class of large 8-10 m telescopes equipped with adaptive-optics systems to compensate for the atmospheric turbulence that strongly degrades the observational needs mentioned above. Space-based observatories such as the 2.5-m HST – or the future JWST – have been so far the only alternative to AO-based instruments to obtain highly detailed images.

In the field of low-mass stars, brown dwarfs and exoplanets, the potential of this approach is well recognized and extremely vast: direct imaging at high spatial resolution and high contrast permits to reveal multiple systems and planet candidates with longer periods ($\sim 0.1''$) than what typically probed with radial velocities, to characterize the circumstellar environments of young forming planetary systems,¹ or to determine unambiguously

Further author information: (Send correspondence to L.Labadie)

L.Labadie: E-mail: labadie@iac.es, Telephone: +34 922 605 752

dynamical masses by following over few years the orbit of close brown dwarfs binaries in order to calibrate the mass-luminosity relationship for substellar objects.^{2,3} In other words, the determination of masses of very low-mass and planetary mass objects, as well as the establishment of multiplicity statistics and orbital properties are among the most fundamental parameters that can be measured experimentally using the “direct imaging” approach, which in return will help us to constrain star and planet formation theories.

From the ground, high angular resolution (HAR) observations rely on adaptive-optics systems, which are primarily designed to operate in the near-infrared regime (J, H, K bands). In the optical regime ($\lambda < 1 \mu\text{m}$), complementary data to the infrared ones are necessary for a full characterization of the spectral energy distribution, key to the determination of effective temperatures and bolometric luminosities. However, one is generally limited at these wavelengths by the poor correction of conventional near-IR optimized AO systems, unable to deliver diffraction limited resolution over significant ($>5''$) field of view.

Optical speckle imaging techniques^{4,5} share similar goals with near-IR AO-based instruments. The strong advent of fast readout and low readout-noise CCD has favoured the development of “Lucky Imaging” instruments able to deliver optical diffraction-limited images in which faint companions and close binaries can be detected at visible wavelengths, offering complementary scientific outcomes to near-IR observations. In this paper, we present new results obtained with the FASTCAM instrument⁶ developed at the Instituto de Astrofísica de Canarias which address both high angular resolution *and* high dynamic range issues. After a short presentation of the instrument, we give an overview of its scientific capabilities, stressing on the potential for high dynamic range imaging in association with image post-processing.

2. INSTRUMENT DESCRIPTION

2.1. Exploiting diffraction-limited speckles

As soon as the size of the telescope overcomes the Fried parameter r_0 that describes the atmospheric turbulence at a given wavelength, a point-like source image will appear as a rapidly spatially and temporally varying *speckle* pattern within the characteristic timescale of the turbulence. In long-exposure images, this effect will smear out the diffraction-limited point spread function (PSF), leading to *seeing-limited* images for which the spatial resolution becomes independent of the size of the telescope (see Fig. 1).

Speckle imaging has been one of the pioneering high resolution imaging technique able to take advantage from

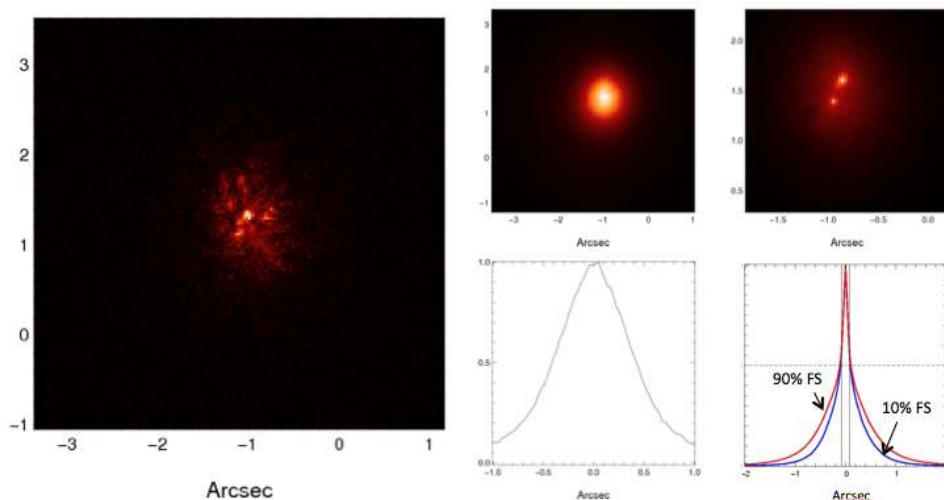


Figure 1. *Left:* short-exposure image of the binary star GN Tau. The pattern is composed of different speckles with different brightness. *Center:* The seeing limited image of the source after a long exposure. The various speckles add randomly, resulting in an diameter independent FWHM of the PSF. *Right:* The shift-and-add plus frame selection image.

the high spatial resolution information contained in speckles, each of them representing an image of the source at the diffraction limit of the telescope. Speckle imaging is not a new technique: it has been implemented since the seventies by different groups,^{7,8} but it is only in the last years that *optical* speckle imaging made real advance in astronomy (see McCay et al., these proceedings) essentially thanks to the very strong improvement of optical CCD detectors. Indeed, because this technique relies on the acquisition of short-exposure images, the readout-noise of the detector becomes the dominant noise source limitation. Going towards fainter sources requires to decrease as much as possible the readout noise, which becomes now possible with the new generation of fast readout CCD detectors.

In brief, speckle imaging stores separated short-exposure images lasting few tens to few hundred of milliseconds, each of them presenting a random realization of the atmospheric turbulence. The next step is to recenter all the images of the dataset along the brightest speckle – determined by some metrics, e.g. the brightest pixel in a given region – using a *shift-and-add* technique to collapse the image cubes. The final PSF is composed of a diffraction-limited core resulting from the co-addition of the brightest speckles in each frame, surrounded by a halo – the “seeing disk” – caused by the superposition of the other speckles in the image, and similarly present in classical AO images due to imperfect correction of the turbulent wavefronts (see Fig. 1).

By applying a selection of a given percent of best frames in the sequence, it is possible to improve at the same time the spatial resolution (decreasing the FWHM of the PSF) and reduce the relative contribution of the halo. This is because the best frames in the sequence corresponds to the lowest turbulence effect of the atmosphere (i.e. larger r_0). This is illustrated in the right side of Fig. 1. “Best frames” is intended here as those frames where most of the intensity in the image is concentrated in one given speckle.

2.2. The optical speckle camera FASTCAM

FASTCAM is a collaborative project developed by different teams at the Instituto de Astrofísica de Canarias, Canary Islands and at the Universidad Politécnica de Cartagena, in Spain. The current view of the instrument after the opto-mechanical design phase is shown in Fig. 3. The FASTCAM instrument has a great versatility and can equip different telescopes of the ORM observatory* such as the 2.5-m Nordic Telescope (NOT)[†] or the 4.2-m William Herschel Telescope (WHT)[‡]. Most of the time, FASTCAM is installed as a common-user instrument at the 1.5-m Carlos Sanchez telescope (TCS).

*ORM: Observatory of Roque de los Muchachos

[†]www.not.iac.es

[‡]www.ing.iac.es

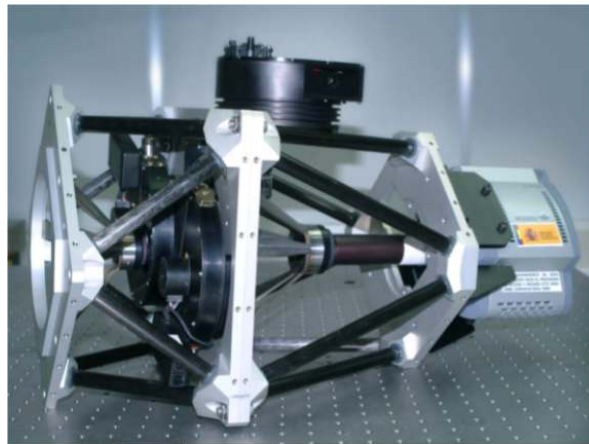


Figure 2. View of the FASTCAM camera on its mechanical support in the standard common-user instrument configuration. The speckle camera is seen on the right part of the image. The mechanical support holds also two filter wheels.

Our speckle camera is based on a commercial fast readout (EM)CCD detector developed by Andor Technology. Basically, this new generation of optical detectors present the strong advantage of performing the “Electron multiplication” (EM) of the signal before the readout of the detector, which means that, proportionally, the readout noise can be significantly reduced in each pixel compared to useful signal, down to $\sim 1e^-$ rms. The current detector is 512×512 pixels, with possibility of windowing the array to speed up the readout. The individual integration time can be effectively set down to 30 ms. The quantum efficiency is quite high, peaking at 95% at $0.55 \mu\text{m}$.

The optical system of FASTCAM is based on relatively simple doublet lenses that permit to deliver various pixel scales, namely 70 to 50 mas/pix at the TCS, 30 mas/pix at the NOT and 13.5 mas/pix at the WHT. Currently, no atmospheric dispersion compensator (ADC) is used with FASTCAM, although a dedicated ADC is being designed. However, this issue is not very constraining as long as we observe at low airmasses or in narrow band filters. A motorized filter wheel permits to install the majority of the wide band and narrow band optical filters typically used for imaging at visible wavelengths.

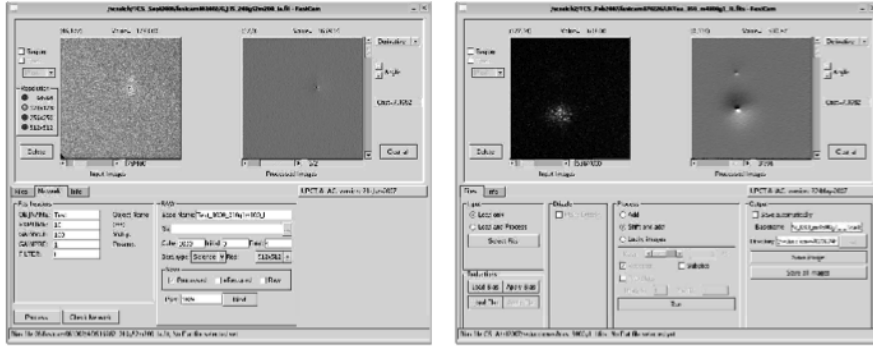


Figure 3. Screen shot of the computer interface controlling Fastcam (left) and the data reduction software (right) developed by the University of Cartagena, Spain.

FASTCAM benefits from its own software interface to control the instrument at the telescope, as well as from a dedicated data reduction software used for both an accurate data reduction of the speckle images and for a quick view of the data at the telescope. The control software and data reduction pipeline were developed at the University of Cartagena.

3. SCIENCE WITH FASTCAM

3.1. Multiple systems at high angular resolution

Speckle imaging has been primarily used for imaging close sub-arcsecond multiple systems from the ground in the optical, while they were generally accessible only using AO systems in the near-infrared. Monitoring of binary stars is one of the main objective of FASTCAM, in particular those with small angular separation and relatively close in order to determine in a reasonable time scale the orbital parameters of the binary, which ultimately provide dynamical masses of the system.

Different observing campaigns have been conducted at the three different telescopes, reaching close to diffraction-limited images in each occasion. Fig. 4 illustrates some of the results obtained with FASTCAM in *R* and *I* bands at the 4.2-m WHT. For instance, the binary system CHR 36 with a separation of $0.063''$ was resolved in the *I*-band filter centered at 790 nm using integration times of the order of 50 ms.

Speckle imaging is not only limited to a small field-of-view in which to observe binaries. High resolution imaging can be performed on a larger field-of-view, which can be illustrated with the notion of isoplanatic angle. The frame selection process keeps those “best” frames corresponding to the lowest atmospheric turbulence (i.e. larger r_0) for which the isoplanatic angle is larger than the average one obtained when 100 % of the frames are maintained. Hence, the finest frame selection can guarantee isoplanatic angles of $30''$ or larger, significantly larger

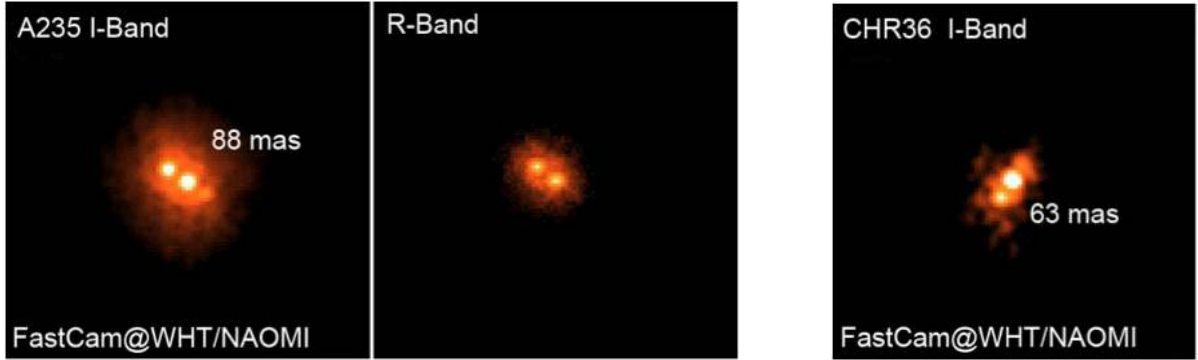


Figure 4. Screen shot of the computer interface controlling Fastcam (left) and the data reduction software (right) developed by the University of Cartagena, Spain.

than the average isoplanatic angle of $\sim 3''$ in normal seeing conditions. This can be successfully exploited for imaging crowded fields in dense cores.

Fig. 5 compares two images of the triple system UZ Tau with comparable resolution. In the center part, UZ Tau is imaged at $2.16\mu\text{m}$ with the AO-equipped NACO instrument at the VLT.⁹ On the right is shown the optical image counterpart obtained at $0.8\mu\text{m}$ with FASTCAM at the 2.5-m NOT. The relative brightness of each component at $0.8\mu\text{m}$ is similar to the infrared case, which provides indications on the spectral type of the system components. The AB separation is $\sim 3.5''$ while the BC separation is $\sim 0.36''$.

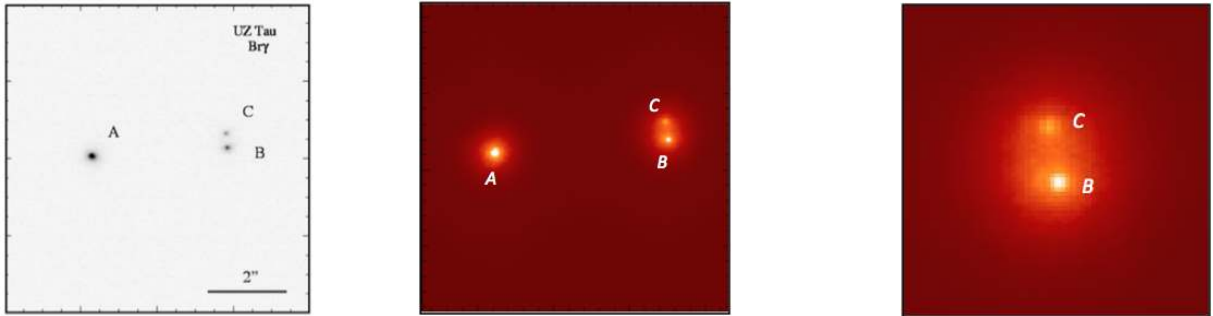


Figure 5. –

3.2. The question of high dynamic range at short angular separations

On the right side of Fig. 5 is shown a close view of the resolved system UZ Tau BC, which at the same time highlights a critical issue of lucky imaging: around each of the two components the seeing halo is likely masking any faint structure or companion that may lie at short angular separations. For classical high contrast long-exposure imaging, this question is traditionally solved with the use of a coronagraph placed in the intermediate image plane that strongly reduces the flux contribution of the star on-axis and consequently of the halo residual left by the AO. In absence of any coronagraph, a possible approach with speckle imaging is to reach as much as possible the true diffraction-limited case that corresponds to the highest Strehl ratios. This can be done with speckle *image reconstruction* for which several methods have been developed in the past, such as bi-speckle interferometry, speckle holography, blind deconvolution etc...

A second approach, that we decided to adopt in this study, is based on numerical post-processing of the lucky image in order to filter out low spatial frequencies and enhance other ones, in particular those related to faint nearby companions. This approach is based on the wavelet decomposition of the image – a standard and routinely used image processing technique in computer sciences – that permits to identify the best trade-off

between the optimal spatial frequency at which the companion is revealed and the accessible signal-to-noise. Here, we implemented an iterative wavelet filtering described by the relationship $I=I-I*k$, where k is the size variable wavelet kernel. The wavelet filtering process is illustrated in the sequence of Fig. 6. The first image shows the FASTCAM/NOT image at $0.8\mu\text{m}$ of the triple system Haro 6-37. The A component is actually a double system with a fainter companion Ab at $0.36''$ from Aa. In the direct lucky image, this companion can be hardly detected in the PSF halo surrounding Aa. The four successive images show the multi-resolution decomposition of the first image, with the kernel size changing by a factor 2 from the second to the fifth image. By comparing the spatial scale at which Ab is detected and the visual SNR of the detection, it appears that the second image of the sequence is the optimal trade-off between those two factors, while in the two last cases we can see that the spatial scale at which the image is filtered results in the partial or complete removal of the companion. The rebound dark zone surrounding the various components is an intrinsic feature of the filtering process.

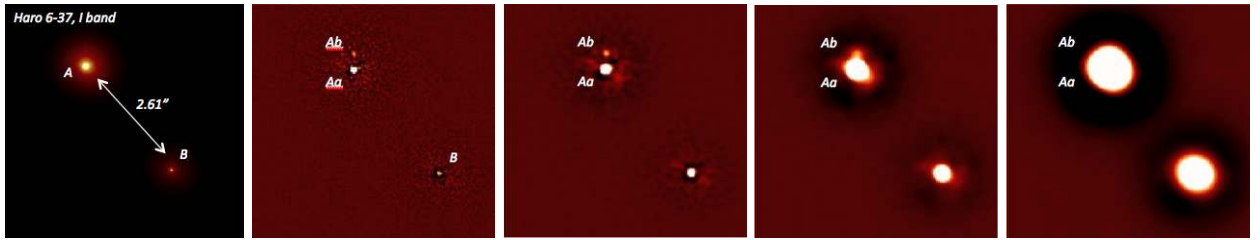


Figure 6. Wavelet decomposition of the lucky image of the system Haro 6-37 observed with the NOT. See text for details.

In practice, the wavelet decomposition is substituted with wavelet *filtering* in which only the optimal component of the decomposition is maintained as the final post-processed image. In such a way, we benefit from a relatively simple filtering algorithm to enhance the detection of faint and nearby point-like sources. The effect of the wavelet post-processing on faint extended source is not treated here, although it certainly present a strong interest.

3.3. The case of HD 130948 system

In order to evaluate the potential of this approach, we applied the method presented above to the case of HD 130948 in order to obtain a high contrast image of the system. HD 130948 is a main sequence G star at ~ 20 pc hosting a brown dwarf binary at a separation of $\sim 2.5''$ from the primary. HD 130948 BC is a benchmark for the independent determination of dynamical masses of sub-stellar objects, which is a key step for the calibration of the corresponding mass-luminosity relationship. The binary was initially discovered by Potter et al. (2002)¹⁰ in the near-infrared using the 8-m GEMINI telescope coupled to adaptive optics, and consequently reported as a pair of $L2\pm 2$ sub-stellar objects.

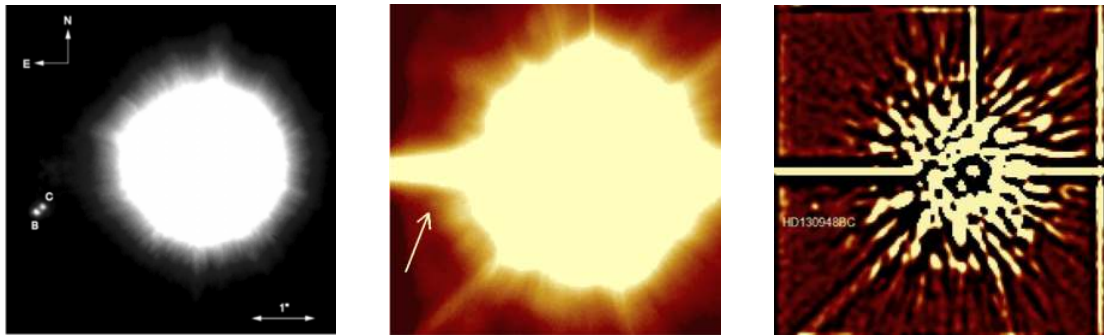


Figure 7. *Left:* Original detection with the 8-m GEMINI telescope; *Center:* Direct lucky image with the 2.5-m NOT; *Right:* HD 130948 system after wavelet image post-processing. In all the images, North is up and East is left. – Adapted from Labadie et al. (2010)¹¹.

HD 130948 was observed with FASTCAM on the 2.5-m Nordic Telescope at two different epochs, in May 2008 and July 2008. We acquired a total number of, respectively, 5×10^4 and 10^5 images in the I filter. The night conditions were good and excellent for the May and July runs. Fig. 7 shows respectively the original detection, the direct lucky image and the result after post-processing for the July run. In the last image, we clearly detect a point-like source east from the primary with $\text{SNR} \sim 10$, which position is consistent with that one for HD 130948 BC. In the NOT image, HD 130948 BC is not detected as a binary, but as a point source. From a posterior detailed study of the brown dwarf binary orbit¹², the binary separation at the time of observation was ~ 35 mas, beyond the actual diffraction limit of the telescope necessary to resolve the pair.

Different tests have been conducted in order to confirm the detection and avoid a false-detection of a speckle. A first test has consisted in splitting the July data in three different time series in order to check if the brown dwarf pair remains detectable at the same location, oppositely to time varying speckle. This is illustrated in the sequence of Fig. 8, which presents observations at three different moments in an annulus of appropriate size. At the position of the white arrow is shown the location of HD 130948 BC, which is detected in all the three time series, while other bright features are not present in all the three sequences. This confirms that the detected point-source is real. In the last image, the detection of HD 130948 BC has less signal-to-noise than in the other two cases: this is because the frames selection for the last time serie resulted in a poorer Strehl ratio – probably because of degrading weather conditions – which has spread out the flux of the brown dwarf.

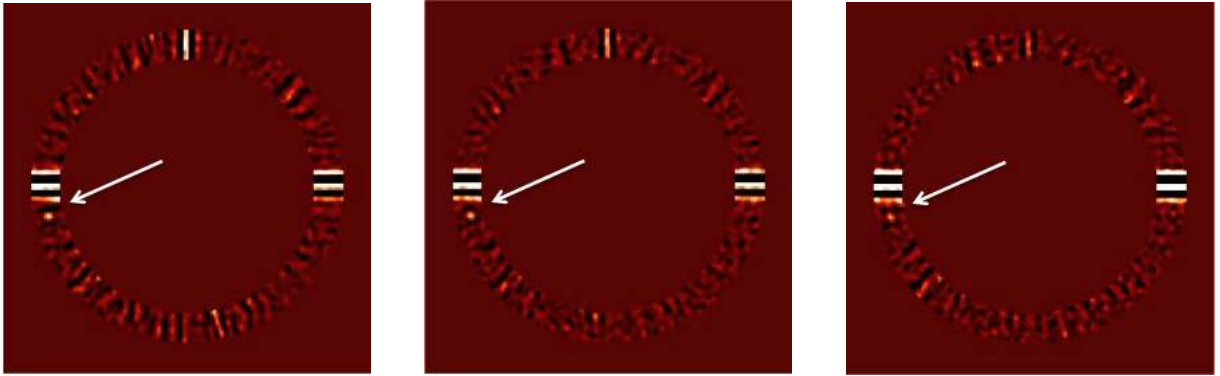


Figure 8. Three different time series of the HD 130948 BC observations from July 2008, limited to a $2.5''$ annulus. The white arrow indicate the location of the brown dwarf in the image.

The ultimate test for the detection of the companion consists in the second epoch observation of May 2008 taken with FASTCAM. The same data reduction procedure is adopted. Despite the lower number of available frames, the detection of HD 130948 BC is also confirmed in the May dataset, although the PSF is slightly more spread out than in the July data (cf. Fig. 9). The two images have been normalized to the peak intensity and can be directly compared.

In order to evaluate the impact of the wavelet filtering on the photometry and astrometry of the object, we have simulated several companions at a known distance from the primary and with a known magnitude difference (e.g. Fig. 10). After having convolved this model with the direct lucky image and applied the filtering process, we measure the position of the photocenter and the peak intensity of the component with respect to the input model. We could verify that the astrometric position was not altered by more than ~ 0.2 pixels by the filtering process, and that the photometric variation is negligible down to contrasts of $\sim 10^{-5}$. This result was expected theoretically since the wavelet filtering process is a linear one, which normally keeps the contrast value in the different regions of the image.

This work on HD 130948 BC has permitted us to derive the first measurement of the combined photometry in the I -band and examine the astrometric parameters that reveal orbital motion.¹¹ These results suggest that optical speckle imaging has sufficient potential for high dynamic range imaging, even with a 2.5-m telescope, to study faint and close sub-stellar companions in a wavelength regime not efficiently accessible with the current AO systems.

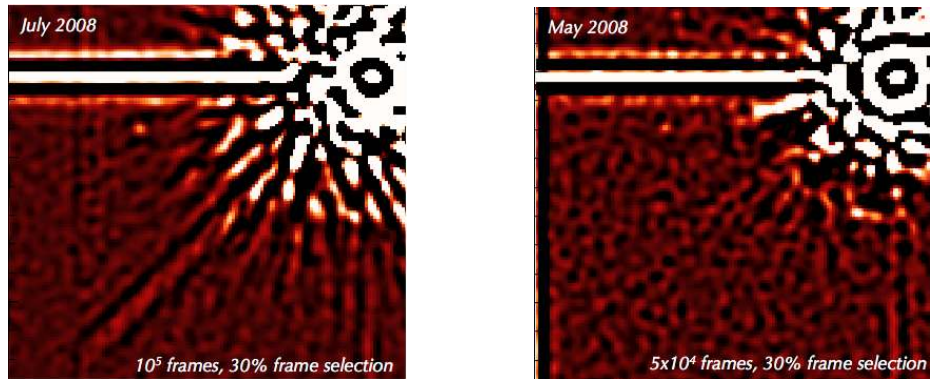


Figure 9. Second epoch observation of HD 130948 BC

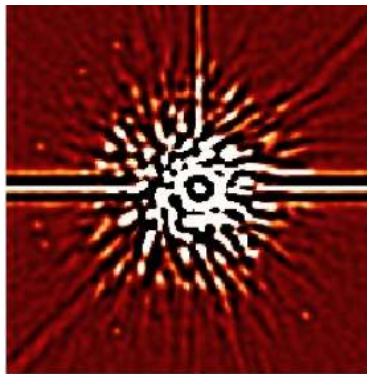


Figure 10. Astrometric and photometric check of the effect of the wavelet filtering process

3.4. Exploring dense cores in globular clusters

Another strong application of speckle imaging coupled to image post-processing is high resolution and high contrast imaging in dense cores of globular clusters. These regions are composed of compact groups of thousands of stars in a wide range of magnitudes. The deepest and sharpest observations of these objects are achieved with space-based observatories like HST able to couple high sensitivity and high spatial resolution in the optical.

In Fig. 11, we show two HST optical images of the M15 globular cluster. The image on the left side is a wide field-of-view image of the cluster taken in the I band (100 mas pixel scale) where the dense core is identified in a $15'' \times 15''$ region. The image on the right is a zoom on this region taken at shorter wavelength and 50 mas/pix with HST/STIS. In the center of such a region, the aggregation of an elevate number of stars results in a diffuse halo of light able to mask the fainter stars, especially in the red part of the optical spectrum. Although FASTCAM is not comparable to HST in terms of sensitivity, the high spatial resolution and high contrast capabilities of our instrument help us to detect *from the ground* a very large fraction of objects in the I band that have optical counterparts detected in B and V bands with HST¹³.

In Fig. 12 are shown two FASTCAM views of the M15 core, with the same field-of-view as in the right image in Fig. 11. The left view shows the direct lucky image with 7% frame selection (for an effective integration time of ~ 7 s; $0.03''/\text{pixel}$) taken with the 2.5-m Nordic Telescope. A coarse and direct comparison with the HST image shows the sharpness of the FASTCAM point-spread function, which permits to detect relatively close and faint stars. In the right view of Fig. 12, the strong halo-suppression effect of the wavelet filtering applied to the M15 image reveals a high number of faint point sources with contrasts down to $\sim 5 \times 10^{-4} - 10^{-3}$ compared to the brightest stars in the field. The completeness magnitude in the I -band is ~ 19 . The number of sources detected at $3\text{-}\sigma$ with FASTCAM is above 1000 in a radius of $8''$ from the centre of M15. These source were previously

known from HST images at shorter wavelengths.

4. CONCLUSIONS AND IMMEDIATE PERSPECTIVES

We have presented in this paper first observational results with the speckle imager FASTCAM in the context of high angular resolution *and* high dynamic range imaging with the speckle imaging technique from the ground, in a spectral domain where classic AO is not efficient. We are able to routinely obtain close to diffraction-limited optical images (*I* band) both with the 2.5-m Nordic Telescope and the 4.2-m William Herschel Telescope on the Observatory of Roque de los Muchachos, in the Canary Islands.

Our results demonstrate high sensitivity in crowded fields ($I \sim 19$), while high contrast of ~ 12 mag is obtained in the vicinity ($\sim 1\text{--}2''$) of bright sources, with a $\sim 2\text{--}3$ mag gain due to post-processing wavelet filtering of the images. This permitted to detect, without resolving so far, the brown dwarf binary HD 130948 BC considered as a benchmark for the independent determination of dynamical masses. The property of *unsaturated* PSF in the FASTCAM images permits us, as opposed to classical long-exposure imaging, to carry high accuracy astrometric measurement of brown dwarf binaries and high accuracy relative photometry (see Femenia et al., SPIE Adaptive Optics Systems II (Conference 7736) proceedings).

As the wavelet post-processing filtering can presumably affect the detection of *extended* sources, we plan in a near future to explore the option of more classical image reconstruction with speckle imaging, based on speckle holography or phase diversity techniques, in order to improve the dynamic range in the image without filtering out precious spatial frequencies. Ideally, these techniques could be applied to the case of imaging of edge-on protoplanetary disks in scattered light at optical wavelengths, for which nearby ($\sim 5''$) stars could be used as guide stars during the observations and PSF references for image reconstruction purposes.

ACKNOWLEDGMENTS

LL and BF are funded by the Spanish MICINN under the Consolider-Ingenio 2010 Program grant CSD2006-00070:First Science with the GTC (www.iac.es/consolider-ingenio-gtc).

REFERENCES

1. Bally, J., O'Dell, C. R., and McCaughrean, M. J., "Disks, Microjets, Windblown Bubbles, and Outflows in the Orion Nebula," *AJ* **119**, 2919–2959 (June 2000).
2. Bouy, H., Duchêne, G., Köhler, R., Brandner, W., Bouvier, J., Martín, E. L., Ghez, A., Delfosse, X., Forveille, T., Allard, F., Baraffe, I., Basri, G., Close, L., and McCabe, C. E., "First determination of the dynamical mass of a binary L dwarf," *A&A* **423**, 341–352 (Aug. 2004).

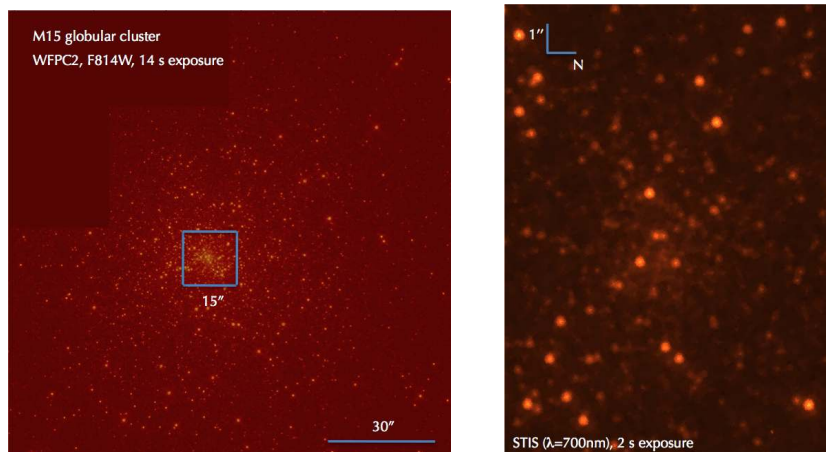


Figure 11. HST observations of the M15 cluster and its core at 700 and 800 nm. See text for details.

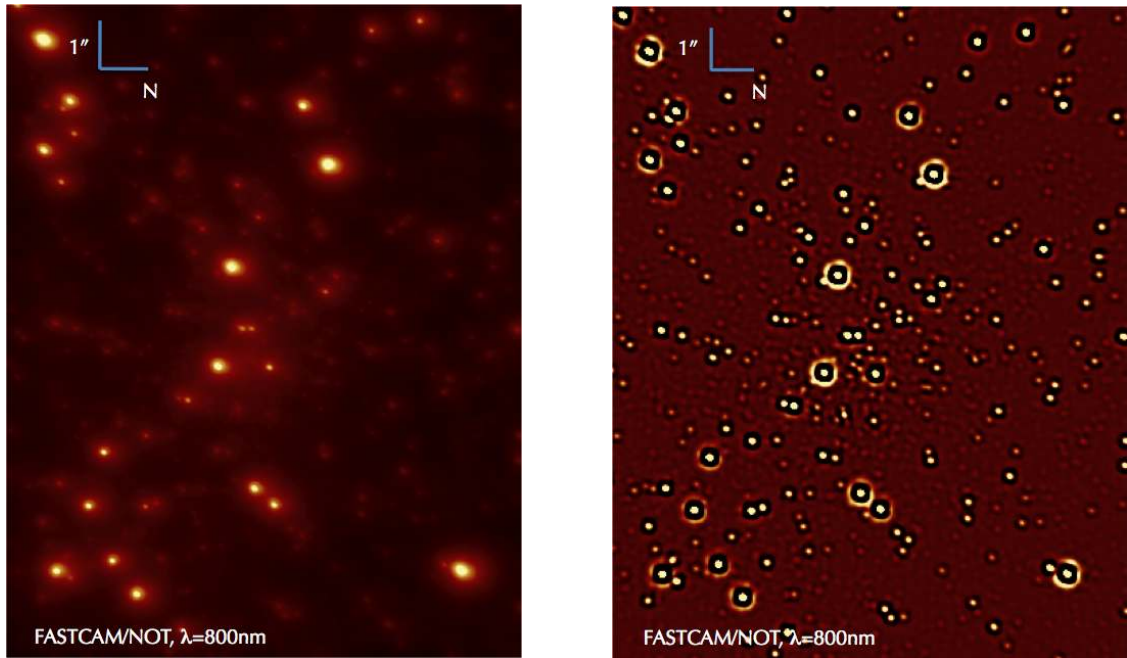


Figure 12. FASTCAM observations of the M15 core and corresponding wavelet filtering result. See text for details.

3. Zapatero Osorio, M. R., Lane, B. F., Pavlenko, Y., Martín, E. L., Britton, M., and Kulkarni, S. R., “Dynamical Masses of the Binary Brown Dwarf GJ 569 Bab,” *ApJ* **615**, 958–971 (Nov. 2004).
4. Mackay, C. D., Baldwin, J., Law, N., and Warner, P., “High-resolution imaging in the visible from the ground without adaptive optics: new techniques and results,” in [*Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*], A. F. M. Moorwood & M. Iye, ed., *Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference* **5492**, 128–135 (Sept. 2004).
5. Law, N. M., Mackay, C. D., and Baldwin, J. E., “Lucky imaging: high angular resolution imaging in the visible from the ground,” *A&A* **446**, 739–745 (Feb. 2006).
6. Oscoz, A., Rebolo, R., López, R., Pérez-Garrido, A., Pérez, J. A., Hildebrandt, S., Rodríguez, L. F., Piqueras, J. J., Villó, I., González, J. M., Barrena, R., Gómez, G., García, A., Montañés, P., Rosenberg, A., Cadavid, E., Calcines, A., Díaz-Sánchez, A., Kohley, R., Martín, Y., Peñate, J., and Sánchez, V., “FastCam: a new lucky imaging instrument for medium-sized telescopes,” in [*Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*], *Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference* **7014** (Aug. 2008).
7. Labeyrie, A., “Attainment of Diffraction Limited Resolution in Large Telescopes by Fourier Analysing Speckle Patterns in Star Images,” *A&A* **6**, 85–+ (May 1970).
8. Weigelt, G. P., “Modified astronomical speckle interferometry ‘speckle masking’,” *Optics Communications* **21**, 55–59 (Apr. 1977).
9. Correia, S., Zinnecker, H., Ratzka, T., and Sterzik, M. F., “A VLT/NACO survey for triple and quadruple systems among visual pre-main sequence binaries,” *A&A* **459**, 909–926 (Dec. 2006).
10. Potter, D., Martín, E. L., Cushing, M. C., Baudoz, P., Brandner, W., Guyon, O., and Neuhauser, R., “Hokupa’a-Gemini Discovery of Two Ultracool Companions to the Young Star HD 130948,” *ApJL* **567**, L133–L136 (Mar. 2002).
11. Labadie, L., Rebolo, R., Villó, I., Perez-Prieto, J. A. P., Perez-Garrido, A., Hildebrandt, S. R., Femenia, B., Oscoz, A., and Lopez, R., “High contrast optical imaging of companions: the case of the brown dwarf binary HD130948 BC,” *submitted to A&A*.
12. Dupuy, T. J., Liu, M. C., and Ireland, M. J., “Dynamical Mass of the Substellar Benchmark Binary HD 130948BC,” *ApJ* **692**, 729–752 (Feb. 2009).

13. van der Marel, R. P., Gerssen, J., Guhathakurta, P., Peterson, R. C., and Gebhardt, K., “Hubble Space Telescope Evidence for an Intermediate-Mass Black Hole in the Globular Cluster M15. I. STIS Spectroscopy and WFPC2 Photometry,” *AJ* **124**, 3255–3269 (Dec. 2002).

IV.e. Óptica Adaptativa e Imagen Afortunada de la binaria de enanas marrones GJ569Bab

En 2011 aparecieron, por fin, los primeros artículos en revistas internacionales con árbitro a partir de datos de FastCam. En éste, enviado a la revista *Montly Notices of the Royal Astronomical Society*, se explicaban los resultados obtenidos al observar una binaria de enanas marrones usando la técnica de *Lucky Imaging* junto con la Óptica Adaptativa. Las imágenes se obtuvieron con el WHT.

Resumen:

Se investiga el potencial de combinar Óptica Adaptativa (AO) y *Lucky Imaging* (LI) para lograr una alta precisión astrométrica y fotometría diferencial en el rango visible mediante observaciones de la binaria de enanas marrones cercanas, 0,1 segundos de arco, GJ569Bab. Tomamos 50 000 imágenes en banda *I* con nuestro instrumento de LI, FastCam, junto con NAOMI, la instalación de AO en el *William Herschel Telescope* (WHT) de 4,2m. Con el fin de extraer el máximo partido de la astrometría y fotometría del sistema GJ569Bab hemos recurrido a una técnica de ajuste de la PSF usando la estrella primaria GJ569A como referencia adecuada, la cual exhibe una magnitud en banda *I* de $7,78 \pm 0,03$. Las observaciones AO+LI en el WHT fueron capaces de resolver el sistema binario GJ569Bab, situado a $4,92 \pm 0,05$ segundos de arco de GJ569A. Medimos una separación de $98,4 \pm 1,1$ mas y magnitudes en banda *I* de $13,86 \pm 0,03$ y $14,48 \pm 0,03$, así como colores *I - J* de $2,72 \pm 0,08$ y $2,83 \pm 0,08$ para las componentes Ba y Bb, respectivamente. Nuestro estudio descarta la presencia de cualquier otra compañera a GJ569A por debajo de magnitud $I \sim 17$ a distancias superiores a 1 segundo de arco. Los colores *I - J* medidos son consistentes con los tipos espectrales M8,5–M9 para las componentes Ba y Bb. Los datos dinámicos, fotométricos y espectroscópicos disponibles son consistentes con un sistema binario con Ba ligeramente (10–20 %) más masivo que Bb. Obtenemos nuevos parámetros orbitales que están en buen acuerdo con los de la literatura.

Lucky Imaging Adaptive Optics of the brown dwarf binary GJ569Bab[★]

B. Femenía^{1,2,†}, R. Rebolo^{1,3}, J. A. Pérez-Prieto¹, S. R. Hildebrandt^{1,4}, L. Labadie^{1,2}, A. Pérez-Garrido⁵, V. J. S. Béjar^{1,2}, A. Díaz-Sánchez⁵, I. Villó⁵, A. Oscoz¹, R. López¹, L. F. Rodríguez¹ and J. Piqueras^{1,6}

¹*Instituto de Astrofísica de Canarias, C/ Vía Láctea S/N, E-38200 La Laguna, Spain*

²*Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, E-38205 La Laguna, Tenerife, Spain*

³*Consejo Superior de Investigaciones Científicas, Spain*

⁴*Laboratoire de Physique Subatomique et Cosmologie, F-38000 Grenoble, France*

⁵*Universidad Politécnica de Cartagena, Campus Muralla del Mar, Cartagena, Murcia E-30202, Spain*

⁶*Max-Planck-Institut für Sonnensystemforschung, Max-Planck-Str. 2, D-37191 Katlenburg-Lindau, Germany*

Accepted 2010 December 16. Received 2010 December 15; in original form 2010 August 2

ABSTRACT

The potential of combining Adaptive Optics (AO) and Lucky Imaging (LI) to achieve high precision astrometry and differential photometry in the optical is investigated by conducting observations of the close 0.''1 brown dwarf binary GJ569Bab. We took 50000 *I*-band images with our LI instrument FastCam attached to NAOMI, the 4.2-m William Herschel Telescope (WHT) AO facility. In order to extract the most of the astrometry and photometry of the GJ569Bab system we have resorted to a PSF fitting technique using the primary star GJ569A as a suitable PSF reference which exhibits an *I*-band magnitude of 7.78 ± 0.03 . The AO+LI observations at WHT were able to resolve the binary system GJ569Bab located at $4.''92 \pm 0.''05$ from GJ569A. We measure a separation of 98.4 ± 1.1 mas and *I*-band magnitudes of 13.86 ± 0.03 and 14.48 ± 0.03 and *I* – *J* colors of 2.72 ± 0.08 and 2.83 ± 0.08 for the Ba and Bb components, respectively. Our study rules out the presence of any other companion to GJ569A down to magnitude $I \sim 17$ at distances larger than 1''. The *I* – *J* colors measured are consistent with M8.5-M9 spectral types for the Ba and Bb components. The available dynamical, photometric and spectroscopic data are consistent with a binary system with Ba being slightly (10-20%) more massive than Bb. We obtain new orbital parameters which are in good agreement with those in the literature.

Key words: Instrumentation: high angular resolution - Instrumentation: adaptive optics - Stars: low-mass, brown dwarfs - Binaries: close - Stars:individual: GJ569

1 INTRODUCTION

The lucky imaging (LI) technique proposed by Fried (1978) attracted the attention by professional astronomers once low read-out noise detectors became available (e.g. Baldwin et al. 2001; Tubbs et al. 2002; Law et al. 2006). Recently it has been realized that the combination of LI and Adaptive Optics (AO) can benefit mutually and provide high-resolution imaging close to the diffraction limit

at optical and near-infrared (NIR) wavelengths (e.g. see Gladysz et al. 2008; Law et al. 2009; Kervella et al. 2009). This can be obtained by using a larger fraction of data in the LI selection and/or keeping images with a better Strehl ratio than in conventional LI observations.

In this paper we present the results of combining the LI and AO techniques to produce high-angular resolution and high-contrast imaging in the optical of the multiple system GJ569Bab which is a benchmark in the study and characterization of brown dwarfs (BDs). GJ569A is an M2.5V chromospherically active star lying at a distance of 9.6-9.8 pc (Perryman et al. 1997; van Leeuwen 2007). Forrest et al. (1988) identified a faint companion to GJ569 and argued the potential brown dwarf nature of such companion. Using Keck AO observations Martín et al. (2000) resolved GJ569B as a binary brown dwarf system with a separation of $\sim 0.''1$, a total mass of the system in the range 0.09-0.15 $M_{\odot}$, an age in the

[★] Based on service observations made with the WHT telescope operated on the island of La Palma by the Isaac Newton Group and on observations made with the Nordic Optical Telescope, operated on the island of La Palma jointly by Denmark, Finland, Iceland, Norway, and Sweden, in the Spanish Observatorio del Roque de los Muchachos of the Instituto de Astrofísica de Canarias.

[†] E-mail: bfemenia@iac.es

range 0.12–1.0 Gyr and an orbital period ~ 3 yr. Further AO-based observations with the Keck telescope (e.g. Lane et al. 2001; Zapatero Osorio et al. 2004; Simon et al. 2006; Konopacky et al. 2010) and the Subaru and HST telescopes (Zapatero Osorio et al. 2005; Martín et al. 2006) have allowed precise determination of the dynamical masses and orbital parameters of the binary system GJ569Bab (see Table 7 in this paper) as well as a precise determination of the spectral types of the GJ569B components: M8.5–9V and M9V for the Ba and Bb components, respectively (Lane et al. 2001; Martín et al. 2006).

For BDs an estimate of the mass is essential to determine their properties and evolution. A way to achieve a direct measurement of masses is to observe close binary systems where the short orbital period allows for a complete sampling of the orbit and from here a precise determination of the dynamical masses of the pair. Up to now a complete characterization of the orbital motion has been achieved for a few BD binaries (e.g. see Dupuy et al. 2009; Konopacky et al. 2010). In this context GJ569Bab constitutes a unique laboratory where to test the stellar evolutionary models as it is among the shortest known period BD binary system. This has allowed to determine the orbit of the system over several periods and from here a precise determination of its dynamical mass.

The high angular resolution requested to spatially resolve faint systems like GJ569B into its components has been so far achieved with 10-m class telescopes and AO in the NIR or with the HST.. Our motivation to perform observations of GJ569 with LI+AO on a 4-m class telescope was twofold. First, to test the potential of this technique for high-angular resolution and high-contrast imaging in the optical regime. Second, to shed light on whether GJ569B is actually a triple system as suggested in some works in the literature (Martín et al. 2000; Kenworthy et al. 2001; Simon et al. 2006).

In Section 2 we briefly describe the instrumental set-up. Section 3 describes the observations. Section 4 reports the data calibration, reduction and analysis. Section 5 focuses on the photometry and astrometry of the GJ569 system components and discussion of the results. We provide our conclusions in Sect. 6.

2 INSTRUMENTAL SETUP.

FastCam is a LI-based instrument developed jointly by the Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC) and Universidad Politécnica de Cartagena (UPCT). In brief, FastCam consists of a commercial Electro Multiplying Charge Coupled Device (EMCCD), a very simple versatile optics setup offering different plate scales to be accommodated at different telescopes configurations and an FPGA-based¹ on-line processing and acquisition hardware. Its high degree of versatility has allowed us to collect images on a wide range of telescopes with diameters from 1.5 to 4.2 m. Further details of the FastCam instrument and results achieved so far at different telescopes are presented in Oscoz et al. (2008); Labadie et al. (2010).

The observations reported in this paper were acquired at the 4.2 meter William Herschel Telescope (WHT) at Observatorio del Roque de Los Muchachos (ORM, La Palma). FastCam was installed at NAOMI, the AO facility at WHT. It suffices here to say it is an AO system based on a 8×8 subaperture Shack-Hartmann sensor and the most prominent feature of the system is the use of a fully segmented deformable mirror. Details for NAOMI can be found in Myers et al. (2003); Benn (2006). We also resorted to non-AO LI

observations with FastCam at the Cassegrain focus of the Nordic Optical Telescope (NOT) at the ORM mainly for plate scale and orientation calibration.

The standard data acquisition of FastCam is that raw data are composed of cubes of 1000 images each. The full detector of FastCam is an E2V EMCCD with 512×512 pixels (commercial camera model Andor iXon DU-987) exhibits a maximum frame rate of 35 Hz, although the exposure time for each individual frame can be set at values shorter than 1/35 seconds but at the cost of incurring on overheads.

3 OBSERVATIONS.

3.1 AO+LI observations with the WHT telescope.

On the 4th of June 2009 FastCam was configured for an individual frame exposure time of 30 msec and with optics providing a field of view for FastCam of 7×7 arcsec² (see Section 4.1.3). The primary star GJ569A was used as the guide star for both the NAOMI and the FastCam real-time selection algorithm. Such real-time selection is performed by the FPGA-based acquisition system and it is mostly used to detect any anomalies or malfunctioning of the system by displaying the best 10% frames based on the brightest pixel selection although the entire frame set is kept for off-line processing. With this FastCam configuration, we collected 50 cubes which amount to a total exposure time of 1500 seconds in the standard I Johnson-Bessell band (872.2 nm central wavelength, 298 nm FWHM) and 824 nm central wavelength, 175 nm FWHM when the EMCCD QE curve is considered. Taking into account overheads, the total time spent on GJ569 was 2340 seconds. During most of the observation time on GJ569 we had access to the RoboDIMM² seeing monitor which reported an average seeing in the visible of $0''.49 \pm 0''.08$ (minimum seeing $0''.38$, maximum seeing $0''.77$) during the observation of GJ569. We also observed astrometric binaries for plate scale and orientation calibration (see Section 4.1.2).

3.2 LI observations with the NOT telescope.

On the 24th July 2008 FastCam was configured for an individual frame exposure time of 20 msec and with optics providing a field of view for FastCam of 16×16 arcsec² (see Section 4.1.1). In the I Johnson-Bessell band (same filter as with the WHT, see Section 3.1) we collected 10 cubes which correspond to a total exposure time of 200 seconds. No independent measurements for the seeing conditions were available at the time although the combined image of all 10000 individual frames yields an estimate for the seeing of $\sim 0''.5$ at the detector plane. The primary star GJ569A was used as the guide star for the FastCam real-time selection algorithm. We also observed the M15 globular cluster for plate scale and orientation calibration (see Section 4.1.1).

3.3 Observations with the IAC80 telescope.

For photometric calibration purposes we obtained *I*-band images of GJ569 on April 6 2010 using the CAMELOT instrument mounted on the IAC80 telescope with an identical filter to the ones used in Sections 3.1 and 3.2. CAMELOT consists of a $2K \times 2K$ CCD detector with a $0.304''/\text{pix}$ plate scale providing a field of view of

¹ FPGA, Field Programmable Gate Arrays

² http://www.ing.iac.es/Astronomy/development/seeing/Correl_DIMM.html

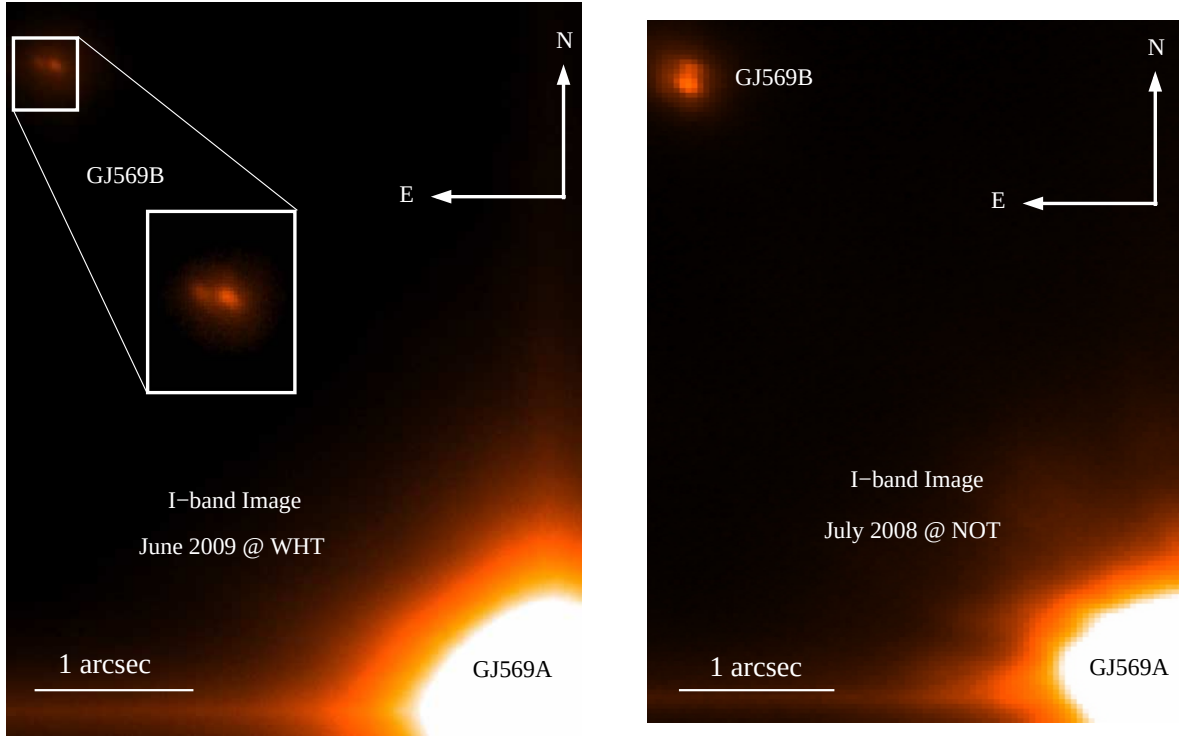


Figure 1. Left: I-band image of GJ569 observed on the 4th of June 2009 with FastCam at the science focus of the WHT telescope AO system. Right: GJ569 in the I-band observed on the 24th of July 2008 with the NOT telescope. The image at the WHT is clearly resolved into the GJ569Ba and GJ569Bb components, while the NOT image acquired nearly 1 year before suggests a binary system because of the elongation of GJ569B. Both images have been rotated by their respective Position Angle Offsets (see Section 4.1 to have the North and East axis pointing upwards and to the left, respectively).

10.4×10.4 arcmin². We observed a series of 10 images with individual exposure time of 5s. Raw data were reduced using routines within the IRAF environment³. Images bias was subtracted using the overscan region and zero exposure time images. The flat field correction made use of dome flats. Aperture photometry was performed using routines within the DAOPHOT package. Weather conditions during our observations were photometric and average seeing ranged from 1.3 to 2". Instrumental magnitudes were transformed into apparent magnitudes in the Johnson-Bessel system using photometric standard stars from Landolt (1992) obtained at different airmasses before and after our science target. Since images of GJ569 were defocused to avoid saturation, aperture correction was applied to the photometry of the standards to match the larger aperture used for our object. From these data, we have measured that the *I*-band magnitude of GJ569A is 7.78 ± 0.03 .

4 DATA REDUCTION AND ANALYSIS

The image selection employed is the same as with non-AO observations (Oscoz et al. 2008; Labadie et al. 2010) which selects the best images as those exhibiting the largest ratio between the brightest pixel in the image and the rms of the overall image. The images are sorted out from best to worst image according to the brightest pixel criterion with a very small fraction of individual frames exhibiting saturated pixels (due either to cosmic rays or spurious

electronic events) removed. Then the user defines the percentage of best images to be kept on which a shift-and-add algorithm is applied. Standard image reduction considered only bias subtraction as experience with the FastCam EMCCD has revealed its excellent cosmetic and no need for flat fielding. Bias subtraction, image selection and shift-and-add algorithm are performed using our own software.

4.1 Plate Scale and Orientation Calibration

4.1.1 NOT calibration with M15

As part of the observation program with the NOT telescope on the night of 24th July 2008, we also conducted observations of the M15 globular cluster which, besides its specific science case, constitutes a very precise astrometric calibrator yielding a plate scale accuracy of a few tens of microarcseconds and plate orientation below 0.1° when the FastCam image of the M15 core is compared against HST WFPC2 images of M15 (van der Marel et al. 2002). For the instrumental setup on the 24th of July 2008 we measured a plate scale of 31.176 ± 0.030 mas and a Position Angle (P.A.) offset of $-89.84^\circ \pm 0.05^\circ$ (i.e. North axis is at 89.84° clockwise from CCD y-axis).

4.1.2 WHT calibration with WDS binaries.

Observations of the M15 globular cluster were not possible on June 2009 as none of the cluster stars is bright enough for efficiently locking the NAOMI loop. Because of this we observed four astrometric binaries (HD98231, HD105824, HD186858, HD197913)

³ IRAF is distributed by National Optical Astronomy Observatories, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under contract to the National Science Foundation.

selected from the Washington Double Star (WDS) Catalog (Wycoff et al. 2006) with an adequate component separation and brightness to act as astrometric calibrators. The calibration achieved from the WDS binaries (HD98231, HD105824, HD186858, HD197913) yields a plate scale of 13.63 ± 0.23 mas and a Position Angle Offset of $91.3^\circ \pm 0.9^\circ$. The uncertainties assigned from the WDS astrometry corresponds to the dispersion of the values from each of the WDS binaries.

4.1.3 WHT calibration with GJ569.

We are able to compute the GJ569B photocentre position with respect to GJ569A with high accuracy at the NOT image on July 24th 2008 (see Table 5). The orbital period of GJ569B around GJ569A is known a priori to be very long. With the information in Table 5 we predict the coordinates of GJ569B with respect to GJ569A on June 4th 2009 (WHT observation) implicitly dismissing GJ569A-B orbital displacements between the images at the NOT and at the WHT nearly one year later. From here a plate scale of 13.40 ± 0.14 mas and a Position Angle Offset of $91.8^\circ \pm 0.6^\circ$ is derived. A weighted average of these values with those obtained in Section 4.1.2 yields the calibration assumed in this work for the WHT data: 13.46 ± 0.12 mas and $91.6^\circ \pm 0.5^\circ$ for the plate scale and Position Angle, respectively.

4.2 PSF of the observations.

The NAOMI system is optimized to deliver well corrected wavefronts above $1.0 \mu\text{m}$, while in the optical the aim is not to deliver well corrected images (i.e. with a significant Strehl ratio) but simply to achieve a reduction by a factor 2 of the FWHM with respect to the seeing-limited images. The combination of AO+LI allows to achieve FWHM reductions by at least a factor 5 with respect to the seeing-limited images as shown in Fig. 2 and Fig. 3 where we show the evolution of the FWHM and different cuts of the PSF versus the LI % selection, respectively. The PSF cuts shown in Fig. 3 correspond to the PSF as measured on GJ569A for both the NOT and the WHT images.

The FWHM evolution depicted in Fig. 2 shows the usual low sensitivity of the FWHM upon LI %, a trend already pointed out in previous works (e.g. see Law et al. 2009). To understand this trend one must take into account that most of the turbulence is concentrated in the tip-tilt modes which are removed in the LI scheme, while higher-order turbulent modes tend to distort the PSF but without enlarging it significantly. The effect of these higher-order modes in the PSF can be understood as a leak of power towards outside the PSF core, giving rise to the familiar LI PSFs consisting on a very well defined narrow core on top of a much wider and swallower halo. Qualitatively one can think that the better the AO correction or the most stringent the LI frame selection are, the more prominent the core over the halo becomes. This is in fact what we observe in the PSF cuts in Fig. 3, where the PSFs have been normalized to have unit volume. In this way we notice that when we restrict ourselves to very low LI % selection the PSF peaks much higher with respect to the halo that when using a larger LI % selection. This leads directly to a trade-off when having to decide the frame % to keep when one also considers the desirable SNR to achieve.

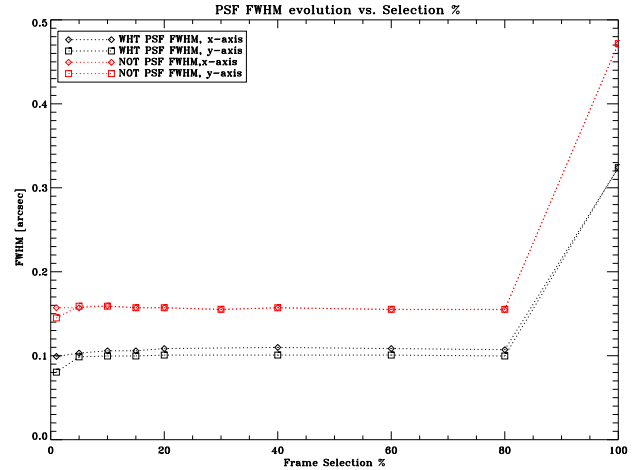


Figure 2. Evolution of the PSF FWHM at NOT (red) and WHT (black) as a function of the percentage of images kept in the selection procedure. The PSF is directly the image of GJ569A. In this plot the x-axis corresponds to the direction at which the PSF is widest and the y-axis is perpendicular to the x-axis. Notice these x and y axes do not necessarily correspond to the CCD x and y axes. The asymmetry of the PSF for the WHT observations is believed to be caused by the absence of an atmospheric dispersion corrector.

4.3 The PSF fitting technique

In order to perform an estimate of the relative photometry and astrometry between the primary component and each of the resolved components of GJ569B we have resorted to a Levenberg-Marquadt (LM) non-linear least-squares (Bevington 1992) PSF fitting algorithm⁴. We assume the PSF measured at the GJ569A location and the PSF at GJ569B position do not differ significantly. This is justified by the excellent seeing conditions experienced during the observations and the fact that the isoplanatic angle at the ORM at 820 nm is frequently larger than the 5 arcsec separation between GJ569A and B (see e.g. Fuensalida et al. 2004; Law et al. 2006). It has also been pointed out by Law et al. (2006) that as the LI technique selects the best fraction of frames where the turbulence is smallest, it is expected that those frames also exhibit larger isoplanatic angles than would be observed in traditional long exposure imaging. Therefore, for a separation of about $5''$ we should be within the isoplanatic angle at ~ 820 nm and the assumption of uniformity of the PSF at the GJ569A and GJ569B locations is well justified.

Our fitting model is applied to a relatively small box with only GJ569B and assumes the signal on each pixel in the box, $f(x, y)$, is due to two components GJ569Ba and G569Bb located at positions (x_a, y_a) and (x_b, y_b) , respectively, and with fluxes a and b relative to the flux of GJ569A, plus a possible offset (OFF) associated either to sky background or a bias offset in the final image:

$$f(x, y) = a \cdot \text{PSF}(x - x_a, y - y_a) + b \cdot \text{PSF}(x - x_b, y - y_b) + \text{OFF} \quad (1)$$

Note that in our LM PSF fitting scheme we do not fit an analytical PSF function nor attempt first a fit to the PSF measured at GJ569A. Instead we use directly the measured GJ569A PSF in the WHT image which is moved across a 100×100 pixel box by performing FFT-based shifts. In this way, the PSF fitting technique also provides us with a measurement of the distance between each

⁴ Using the MPFIT toolset by C. Markwardt available at <http://cow.physics.wisc.edu/~craigm/idl/idl.html>

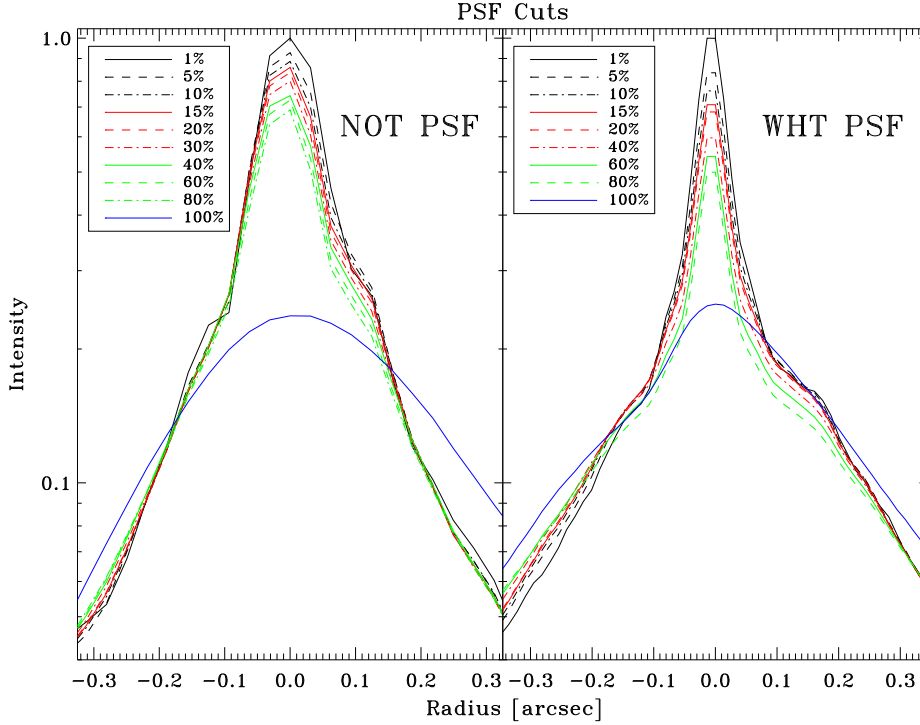


Figure 3. Cuts of the PSFs at the NOT and WHT as a function of the percentage of images kept in the selection procedure. The PSF is directly the image of GJ569A. The PSFs have been normalized so that the highest PSF exhibits peak unity and all of them have the same volume under the PSF. The gain in resolution from the WHT with respect to the NOT is due both to the increasing WHT diameter plus the use of the NAOMI system. Notice the blue line in the NOT plot represents the seeing-limited PSF while in the case of the the blue PSF in the WHT diagram corresponds to a partially tip-tilt removed by the NAOMI system.

of the GJ569B components with respect to each other and with respect to GJ569A.

The results of the LM PSF fitting technique on the image composed by the best 16% of the frames from the WHT observation are summarized in Table 1 for different values of the threshold background parameter (η). This parameter determines the number of pixels within the 100×100 -pixel box which are finally considered in the fitting process: only those pixels exceeding the background level by a factor η the rms background. Pixels below such threshold are shown in black in Fig. 4. As it can be seen in Table 1, when applied to the WHT image the technique is rather insensitive to the choice of pixels in the fitting (i.e. little sensitivity to the η parameter) and provides the relative photometry with excellent accuracy.

For the PSF fitting model to work properly and provide with meaningful error bars, the pixels in the image have to be assigned realistic error bars. During the analysis of the data the simple choice whether a given pixel was background limited or source limited was not good enough. At this point it revealed particularly useful the fact that the LI scheme allows for a precise distribution of values of the signal for each pixel in the final image since we have access to all the individual frames. For the final WHT image made of the best 16% individual frames, the value assigned to each pixel is the mean of a distribution sampled with 8000 values and we also generated an error map computed as the error of the mean.

The LM PSF fitting technique was also robust versus the LI selection fraction, exhibiting little dispersion on the derived parameters as it is shown in Table 2 for the choice $\eta = 3.0$. The choice of the 16% fraction to generate the final LI image for the WHT data was based entirely on the value of the reduced χ^2 achieved

in this series of fits: the WHT image generated with a 16% of the best images exhibits $\chi^2/\nu = 1.04$ (ν being the number of degrees of freedom).

The case for the NOT image is less favourable. When applied to the NOT image the LM PSF fitting was not that robust and we believe this is due both to the lower number of images under consideration but mainly to the fact the blending of both sources hampers a good fit.

4.4 Detectability curves.

A key point to characterize the combination of AO-assisted LI systems for the detection of low-mass companions is the study of the detectability curves as a function of the distance to the star. This has been done in Fig. 5 where on the left panel we show the 3σ detectability curves for a variety of percentages of the images kept to generate the final images. On the right panel we have plotted the detectability curves on the same images upon filtering them with a wavelet transform algorithm. The details of this wavelet-based post-processing algorithm are described in Labadie et al. (2010) and the general purpose of such filtering technique is the increase in the contrast ratio achievable by suppressing the low-frequency halo of the primary star which hides the presence of much fainter companions (Masciadri & Raga 2004). Both sets of detectability curves were obtained as follows: at a given distance ρ from the primary star we identify all possible sets of small boxes of size the FWHM of the PSF (i.e. 7×7 pixel boxes). Only regions of the image showing structures easily recognizable as spikes due to diffraction of the telescope spider and/or artifacts on the read-out of the detector are

Table 1. LM PSF fitting results on the WHT image from best 16% of frames.

η	$a \times 10^3$	$b \times 10^3$	b/a	$\rho(mas)$	P.A. ($^\circ$)	χ^2/ν
2.0	3.743 ± 0.023	2.126 ± 0.022	0.568 ± 0.009	98.6 ± 1.1	78.0 ± 0.7	0.92
2.5	3.733 ± 0.024	2.113 ± 0.023	0.566 ± 0.009	98.6 ± 1.1	78.0 ± 0.7	0.95
3.0	3.715 ± 0.024	2.096 ± 0.023	0.564 ± 0.009	98.4 ± 1.1	78.0 ± 0.7	1.04
3.5	3.689 ± 0.024	2.076 ± 0.023	0.563 ± 0.009	98.2 ± 1.1	78.0 ± 0.7	1.10
4.0	3.666 ± 0.025	2.054 ± 0.024	0.560 ± 0.009	97.8 ± 1.1	78.1 ± 0.7	1.16
5.0	3.626 ± 0.026	1.994 ± 0.025	0.550 ± 0.009	97.5 ± 1.1	78.2 ± 0.7	1.27
6.0	3.561 ± 0.028	1.920 ± 0.026	0.539 ± 0.010	96.8 ± 1.1	78.1 ± 0.7	1.33
7.0	3.490 ± 0.029	1.821 ± 0.028	0.522 ± 0.010	95.8 ± 1.2	78.1 ± 0.7	1.25

Table 2. LM PSF fitting results as a function of the percentage of frames kept to generate the WHT image.

LI %	$a \times 10^3$	$b \times 10^3$	b/a	$\rho(mas)$	P.A. ($^\circ$)	χ^2/ν
1	3.35 ± 0.06	1.77 ± 0.05	0.528 ± 0.021	96.5 ± 1.8	77.8 ± 1.1	0.880
5	3.59 ± 0.05	2.07 ± 0.04	0.576 ± 0.018	98.1 ± 1.5	78.2 ± 0.9	0.360
10	3.688 ± 0.029	2.082 ± 0.026	0.565 ± 0.010	98.5 ± 1.2	78.2 ± 0.7	0.722
16	3.715 ± 0.024	2.096 ± 0.023	0.564 ± 0.009	98.4 ± 1.1	78.2 ± 0.6	1.04
20	3.710 ± 0.022	2.125 ± 0.021	0.573 ± 0.008	98.3 ± 1.1	78.0 ± 0.6	1.27
40	3.745 ± 0.017	2.148 ± 0.016	0.574 ± 0.006	98.3 ± 1.0	78.3 ± 0.6	2.11
60	3.765 ± 0.015	2.140 ± 0.014	0.569 ± 0.005	98.9 ± 1.0	78.2 ± 0.6	2.77
80	3.755 ± 0.014	2.132 ± 0.013	0.568 ± 0.005	98.6 ± 1.0	78.1 ± 0.5	3.24

not considered. For each of the valid boxes on the arc at distance ρ the standard deviation of the image pixels within the 7-pixel boxes is computed. The value assigned to the 3σ detectability curve at distance ρ is 3 times the mean value from the standard deviations of all the eligible boxes at distance ρ from GJ569A. From the curves in both panels in Fig. 5 we notice the following behaviours:

(i) On the non-wavelet filtered image, at short distances ($< 1''.5$) from the primary star, the lower the fraction of data used the higher the detectability gain is with a maximum gain of around ~ 0.9 magnitudes between the 80% and 1% frame selection. This improvement in contrast is due a slightly better angular resolution with a very restrictive frame selection. As we move away from the primary star, the detectability curves approach to each other until eventually the situation is reversed. At large distances the image is dominated by background/detector noise so that the higher the percentage of frames used to generate the image, the deeper the detectability curve gets.

(ii) On the wavelet-processed image there is no transition between the inner region (i.e separation from primary below $1''.5$) and the outer region. The detectability at the inner regions is always improved with respect to the non-processed image and, in addition, the higher the percentage of data kept for the image, the deeper the detectability gain. Above $1''.5$ separation from the primary star, there is no real difference between the detectability achieved on the original and the wavelet-processed image, as it is expected at those regions of the image which are dominated by background/detector noise which can not be removed by the wavelet post-processing technique.

5 RESULTS.

5.1 Photometry of the GJ569 system.

The final I -band differential magnitudes ($\Delta m_{AB} = m_B - m_A$) derived by the LM PSF fitting technique described in Section 4.3 are sum-

Table 3. Differential magnitudes in I band with FastCam at WHT

Δm_{AB}	5.590 ± 0.004
Δm_{ABa}	6.075 ± 0.007
Δm_{ABb}	6.697 ± 0.012
Δm_{BaBb}	0.622 ± 0.017

marized in Table 3. The magnitude difference between GJ569Ba and GJ569Bb we find is very similar to the 0.7 mag found by Martín et al. (2006) using the F814W filter in the HST which resembles the I -band. These values are slightly larger than the 0.5 magnitude difference measured in the J , H and K -band by Martín et al. (2000). All these data are consistent with the spectral determination of M8.5-M9 for the brown dwarf binary derived in the near-infrared by Lane et al. (2001). However, given the uncertainties, we can not discard that both components have a similar spectral type of M9, as obtained by Martín et al. (2006) using optical spectra.

Using the I -band photometry obtained in the IAC80 for GJ569A (see Section 3.3), and the differential magnitude between the primary and the brown dwarf binary found with FastCam (see Table 3), we derived an integrated photometry of $I=13.37 \pm 0.03$ for GJ569B with the WHT image and $I=13.41 \pm 0.03$ with the NOT image. As remarked previously, the lack of enough spatial resolution on the NOT image does not allow to resolve the GJ569B binary system, but aperture photometry of the whole GJ569B system is compatible with what we derive from the LM PSF fitting of the WHT image. This value is not in good agreement with the previous result by Forrest et al. (1988) ($I=13.88 \pm 0.2$), probably affected by the contamination of the primary. To check a possible variability of GJ569A, we have compared the apparent magnitude of this object and the G1V star HD130948, which was observed during the same nights in the IAC80 and the NOT. We have found no relative difference in their I -band magnitude at the level of a few tens of

GJ569Bab with WHT on 04/06/2009

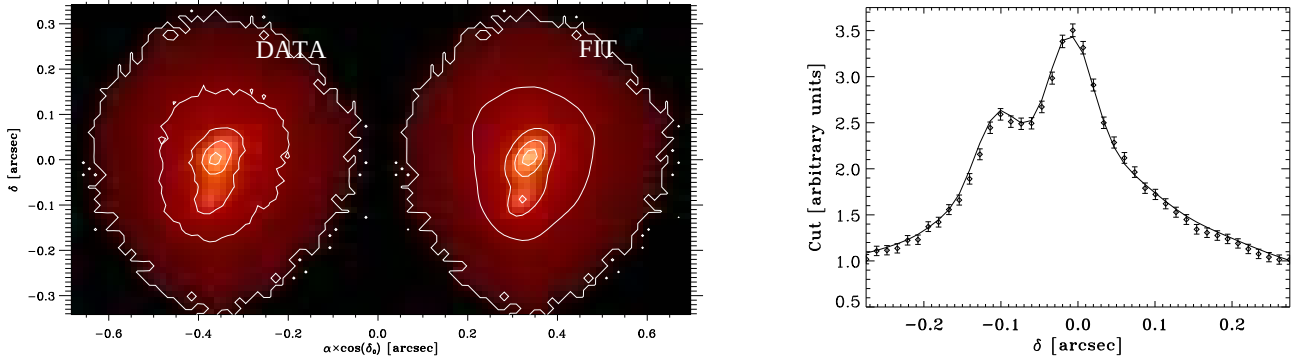


Figure 4. Comparison of actual images to best fit models and respective cuts along lines joining GJ569Ba to GJ569Bb for data acquired with the WHT on 4/6/2009. The oversampling of the WHT data and a better PSF due to the use of the AO facility at the WHT allows to resolve the binary nature of GJ569B allowing the LM PSF fitting technique to achieve a good fit to the data. On both images dark areas indicate regions whose pixels are not sufficiently above the background threshold to be taken into consideration in the PSF fitting (e.g. η parameter in Tables 1 and 2). No rotation to align the North and East axis with the usual y and negative axes has been applied to the image.

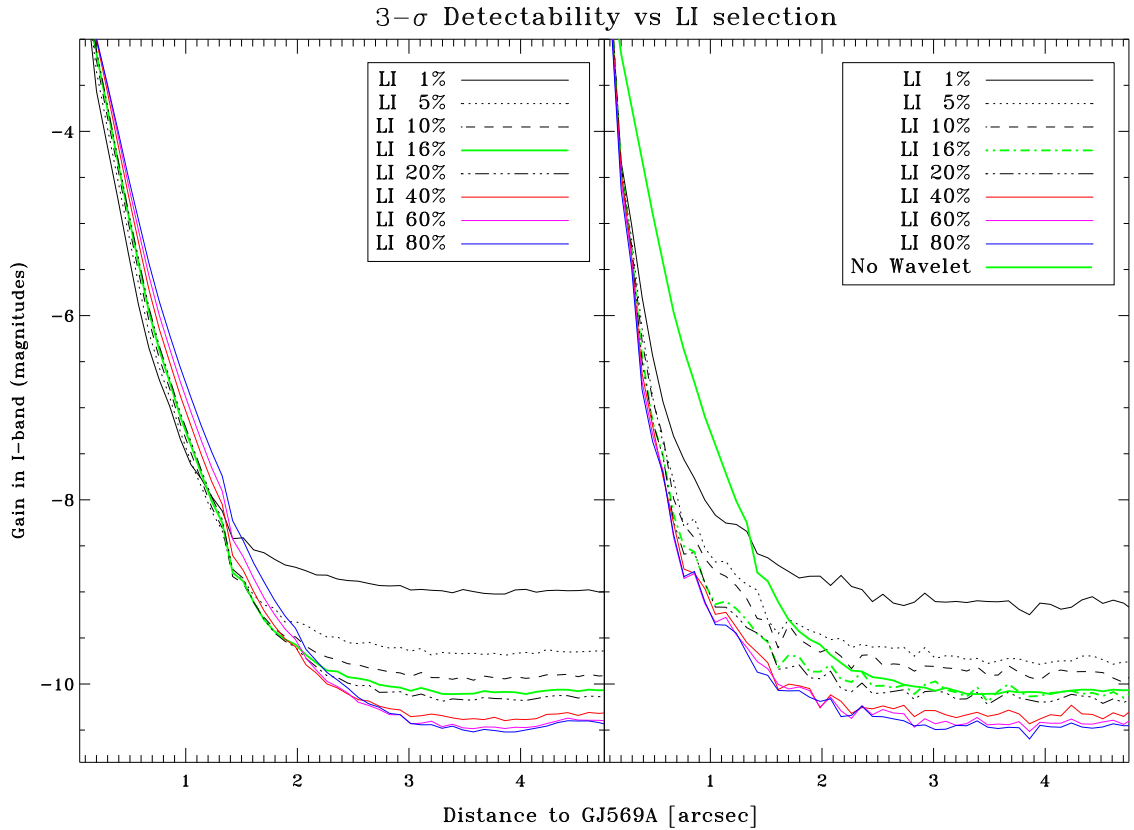


Figure 5. Evolution of the 3σ detectability versus the percentage of images kept to generate the LI image. The left panel shows the 3σ detectability curves obtained directly from the image. Right panel shows the 3σ detectability curve upon filtering with wavelets (see main text). The green thick solid lines in both plots correspond to a selection of the best 16 % frames without wavelet filtering and is displayed in the right panel for comparison purposes. Notice the big improvement by the wavelet filtering at angular distances below $1''.5$, a slight gain at angular distances in the range $[1''.5, 2'']$ and no net gain beyond $2''$.

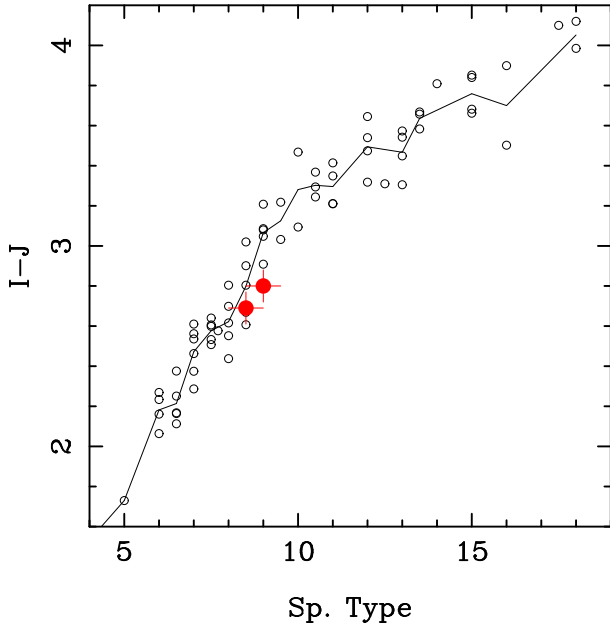


Figure 6. $I-J$ spectral type diagram of GJ569Ba and GJ569Bb (solid red circles) in comparison with M (M5 to M9 correspond to x-axis values 5 to 9) and L field dwarfs (L0 to L8 correspond to x-axis values 10 to 18) from Liebert & Gizis (2006) (open circles). The average color of these field dwarfs with the same spectral type are indicated by the solid line. The J -band photometry obtained from Lane et al. (2001) in the CIT system has been transformed into the 2MASS system using the relations in Carpenter (2001).

millimagnitudes. The absolute photometry of both components of the brown dwarf binary was conducted in a similar way and a summary with the apparent magnitudes as derived from this work and in the literature is given in Table 4.

With the J -band photometry in Lane et al. (2001) we derived a $I-J$ color of 2.72 ± 0.08 and 2.83 ± 0.08 for GJ569Ba and GJ569Bb, respectively. In Fig. 6 we show the $I-J$ color of both components in comparison with M and L field dwarfs of the same spectral type from Liebert & Gizis (2006). We have adopted the spectral determination of M8.5-M9 for the brown dwarf binary derived in the near-infrared by Lane et al. (2001). From this figure we can see that our estimated $I-J$ colors are in good agreement with these spectral types.

According to the absolute magnitudes and colors of field dwarfs (Kirkpatrick & McCarthy 1994; Liebert & Gizis 2006), we expect a relative magnitude difference of ~ 0.4 mag in the I -band, and a $I-J$ color difference of 0.27 ± 0.22 for a M8.5/M9. All these data are also consistent with previous determinations of spectral types, in particular for those deriving a slightly earlier spectral type for GJ569Ba than for the Bb component.

5.2 Astrometry of GJ569A-GJ569B.

The compilation of all astrometric data on the GJ569B orbit around GJ569A, including our new measurement from the NOT observation, is provided in Table 5 and shown in Fig. 7 with the value obtained in this work in red. The higher accuracy of our measurement is immediately noticeable and it is due to the very precise image statistics combined with the high angular resolution PSFs provided by the LI technique and a very accurate NOT plate calibration, as discussed in Section 4.1.

Table 5. Astrometry of the binary system GJ569A-GJ569B.

Date	Ref.	Separation (arcsec)	PA ($^{\circ}$)
1985 Jul 28	(a)	5.07 ± 0.15	17.4 ± 1.7
1987 Sep 18	(a)	5.01 ± 0.15	17.3 ± 1.7
1999 Aug 29	(b)	5.00 ± 0.05	25.0 ± 0.9
2001 Feb 8	(c)	4.89 ± 0.04	30 ± 3
2005 Feb 25	(d)	4.99 ± 0.19	33.1 ± 1.9
2008 Jul 24	(e)	4.94 ± 0.04	34.90 ± 0.05

References: (a)Forrest et al. (1988); (b)Martín et al. (2000); (c)Lane et al. (2001); (d)Simon et al. (2006); (e)This work

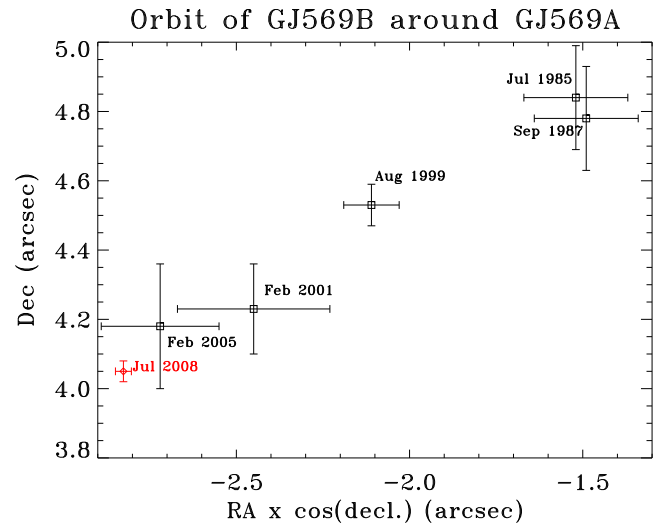


Figure 7. Compilation of positions of GJ569B on its long-period orbit around GJ569A using measurements in Table 5 and our point in red. GJ569A would be located at coordinates (0,0), which falls on purpose outside of the plot in order to make visible all points with their respective uncertainties.

Only the photocentre positions in Forrest et al. (1988) and in this work correspond to observations in the I band, while the rest of the observations have been conducted in the NIR. Since the flux ratios between the GJ569B components differ slightly from the NIR to the I -band measurement, we realize there might be a slight bias in the photocentre determination. In principle such a bias could be avoided by a proper weighting with the individual masses of the GJ569B pair, but due to the uncertainties in the individual GJ569Ba and GJ569Bb masses, the estimate of the barycenter remains essentially the same as the computation of the photocentre. The limited coverage of the GJ569B orbit around GJ569A (see Fig. 7) does not allow for a reliable orbit computation but still we estimate a low eccentricity long-period orbit of ~ 400 years with a semi-major axis of $4''3$.

5.3 Orbital analysis of the GJ569B system.

As discussed in Section 4.3, the LM PSF fitting procedure applied to the WHT images allows us to obtain with high precision the relative position of Bb with respect to Ba (see Table 6). The same PSF fitting approach applied to the unresolved GJ569B NOT image delivers a relative astrometry for these two components with higher

Table 4. Updated compilation of GJ569 photometry.

	Spec. Type	V magnitude	I magnitude	J magnitude	H magnitude	K magnitude
GJ569A	M2.5V ^(d)	10.11 ^{†(b)}	7.78 ± 0.03 ^(j)	6.633 ± 0.023 ^(e)	5.990 ± 0.021 ^(e)	5.770 ± 0.018 ^(e)
GJ569B			13.88 ± 0.2 ^(a) 13.37 ± 0.03 ⁽ⁱ⁾ 13.41 ± 0.03 ^(*)	10.61 ± 0.05 ^(d) 10.75 ± 0.06 ⁽ⁱ⁾	10.16 ± 0.10 ^(a) 10.15 ± 0.04 ⁽ⁱ⁾	9.56 ± 0.10 ^(a) 9.45 ± 0.05 ^(d) 9.62 ± 0.03 ⁽ⁱ⁾
GJ569Ba	M8.5-9V ^(d,f)		13.86 ± 0.03 ^(j)	11.14 ± 0.07 ^(d) 11.18 ± 0.08 ^(f)	10.43 ± 0.04 ^(g)	10.02 ± 0.08 ^(d) 9.86 ± 0.10 ^(g)
GJ569Bb	M9V ^(d,f)		14.48 ± 0.03 ^(j)	11.65 ± 0.07 ^(d) 11.69 ± 0.08 ^(f)	11.04 ± 0.05 ^(g)	10.43 ± 0.08 ^(d) 10.39 ± 0.06 ^(g)
Bb/Ba			0.70 ± 0.23 ^{‡(f)} 0.622 ± 0.017 ⁽ⁱ⁾	0.5 ± 0.2 ^(c) 0.51 ± 0.02 ^(d)	0.5 ± 0.1 ^(c) 0.61 ± 0.03 ^(g) 0.57 ± 0.04 ^(g)	0.5 ± 0.1 ^(c) 0.41 ± 0.03 ^(d) 0.41 ± 0.13 ^(f) 0.61 ± 0.03 ^(g) 0.500 ± 0.008 ^(h)

References: ^(a)Forrest et al. (1988); ^(b)Perryman et al. (1997); ^(c)Martín et al. (2000); ^(d)Lane et al. (2001); ^(e)Cutri et al. (2003); ^(f)Martín et al. (2006); ^(g)Simon et al. (2006); ^(h)Konopacky et al. (2010); ⁽ⁱ⁾Dupuy et al. (2010); ^(j)This work.

Notes: ^(†)10.11 V Johnson magnitude converted from Hipparcos photometric system $H_p = 10.201 \pm 0.004$; ^(*)Unresolved GJ569B *I*-band magnitude in June 2009 at WHT; ^(**)Unresolved GJ569B *I*-band magnitude in July 2008 at NOT; ^(‡)Differential magnitude using the F814W filter in the HST which resembles the *I*-band.

error bars. Fig. 8 summarizes all the observations in the literature with our measurements in red. Our WHT astrometric value on June 2009 is nearly over imposed on the Keck AO-based observations by Dupuy et al. (2010) and Konopacky et al. (2010), the latter observed GJ569B within seven days after our observation. Overplotted we show the different orbits found in the literature together with our best Keplerian orbit to the same data plus our two new points. The orbital parameters of all these orbits are provided in Table 7 together with the total mass of the GJ569B system obtained by direct application of Kepler’s third law. A very good agreement is found for the orbital parameters as well as for the estimated total mass of the system except from the value derived by Dupuy et al. (2010) (see discussion later in this section.)

In Table 7, in addition to the orbital parameters of the brown dwarf system, we also list the total mass estimates found in the literature together with our estimation which is consistent but slightly lower than previous results.

During the referee process of this work Dupuy et al. (2010) published a new set of values for the GJ569B system astrometry. As the authors remark, there has been a recent revision by van Leeuwen (2007) of the GJ569 Hipparcos parallax yielding a revised distance of 9.65 ± 0.16 pc instead of previous estimates of 9.81 ± 0.16 pc (Perryman et al. 1997); the impact of this new estimate of the GJ569 system distance is shown as an additional entry in Table 7. Dupuy et al. (2010) claim previous astrometric values obtained with the Keck AO facility in Lane et al. (2001); Zapatero Osorio et al. (2004); Simon et al. (2006) assumed a wrong plate scale. The same situation happens for the HST value on 2002 June 26th (which is also considered in Zapatero Osorio et al. 2005). Dupuy et al. (2010) reanalyze both the astrometric data in Simon et al. (2006) and the HST value on 2002 June 26th, and together with new 5 data points from January 2008 until May 2010 a new orbit is computed providing a mass estimate for the GJ569B system of $0.140^{+0.009}_{-0.008} M_\odot$. The comparison of the new orbit by Dupuy et al. (2010) against previous orbits in the literature is shown in a fraction of the orbit spanning the period April-June 2009 in Fig. 9.

Table 6. Astrometry of the binary system GJ569Ba-Bb.

Date	Ref.	Telescope	In fit	Separation (arcsec)	PA (°)
1999 Aug 29	(a)	Keck	Yes	0.101 ± 0.001	46.8 ± 3
2000 Feb 18	(b)	Keck	Yes	0.092 ± 0.001	98.2 ± 3
2000 Feb 25	(b)	Keck	Yes	0.090 ± 0.001	100.4 ± 2
2000 Jun 20	(b)	Keck	Yes	0.076 ± 0.003	138.6 ± 2
2000 Jul 4	(c)	MMT	No	0.078 ± 0.003	148 ± 3
2001 Mar 9	(c)	SAO	No	0.0896 ± 0.0010	321 ± 1
2001 Mar 10	(c)	SAO	No	0.0899 ± 0.0010	320 ± 1
2000 Aug 24	(b)	Keck	Yes	0.059 ± 0.001	178.4 ± 2
2001 Jan 9	(b)	Keck	Yes	0.073 ± 0.002	291.4 ± 2
2001 May 10	(b)	Keck	Yes	0.097 ± 0.001	341.1 ± 3
2001 Jun 28	(d)	Keck	Yes	0.1024 ± 0.0012	352.6 ± 2
2001 Sep 1	(d)	Keck	Yes	0.1033 ± 0.0010	9.7 ± 2
2002 Jun 26	(e)	HST	No	0.090 ± 0.003	94.4 ± 1.2
2003 Jul 11	(e)	Subaru	No	0.085 ± 0.007	319.8 ± 4.4
2004 Dec 24	(f)	Keck	Yes	0.0885 ± 0.0048	111.3 ± 1.2
2005 Feb 25	(f)	Keck	Yes	0.0798 ± 0.0029	133.7 ± 0.7
2008 Jan 16	(g)	Keck	No	0.0618 ± 0.0007	272.5 ± 1.4
2008 Jul 24	(h)	NOT	Yes	0.0981 ± 0.0022	351.8 ± 1.4
2009 Apr 29	(g)	Keck	No	0.1002 ± 0.0006	66.5 ± 0.6
2008 May 29	(g)	Keck	No	0.1005 ± 0.0018	75.0 ± 1.7
2009 Jun 4	(h)	WHT	Yes	0.0984 ± 0.0011	78.2 ± 0.6
2009 Jun 11	(i)	Keck	Yes	0.099 ± 0.002	79.4 ± 0.2
2010 Mar 22	(g)	Keck	No	0.0558 ± 0.0003	206.5 ± 1.1
2010 May 23	(g)	Keck	No	0.0599 ± 0.0004	268.1 ± 0.4

References: ^(a)Martín et al. (2000); ^(b)Lane et al. (2001); ^(c)Kenworthy et al. (2001); ^(d)Zapatero Osorio et al. (2004); ^(e)Zapatero Osorio et al. (2005); ^(f)Simon et al. (2006); ^(g)Dupuy et al. (2010); ^(h)This work; ⁽ⁱ⁾Konopacky et al. (2010)

Column “In Fit” flags the data points used in our orbital solution. Data points flagged with NO correspond to new additions appeared during the referee stage.

Table 7. Orbital Parameters of GJ569Bab.

Parameter	Zapatero04 ⁽¹⁾	Simon06 ⁽²⁾	Konopacky10 ⁽³⁾	Dupuy10 ⁽⁴⁾	This Paper
Semimajor axis, a (mas)	$92 \pm 2^{(a)}$	90.4 ± 0.7	90.8 ± 0.8	$95.6^{+1.1}_{-1.0}$	90.1 ± 0.7
Eccentricity, e	0.32 ± 0.01	0.312 ± 0.007	0.310 ± 0.006	0.316 ± 0.005	0.317 ± 0.010
Inclination, i ($^\circ$)	34 ± 2	32.4 ± 1.3	33.6 ± 1.3	35.0 ± 1.1	30.0 ± 1.6
Periapsis argument, ω ($^\circ$)	257 ± 2	256.7 ± 1.7	$77.4 \pm 1.7^{(b)}$	257.9 ± 2.0	262.5 ± 2.2
Ascending Node Longitude, Ω ($^\circ$)	321.5 ± 2.0	321.3 ± 2.2	$144.8 \pm 1.9^{(b)}$	324.8 ± 2.0	313 ± 4
Period, P (days)	876 ± 9	863.7 ± 4.2	865.1 ± 0.7	864.0 ± 1.1	870 ± 9
Total Mass, $M(M_\odot)^{(c)}$	0.125 ± 0.005	0.125 ± 0.007	0.126 ± 0.007		0.122 ± 0.007
Total Mass, $M(M_\odot)^{(d)}$	0.119 ± 0.005	0.119 ± 0.007	0.120 ± 0.007	$0.140^{+0.009}_{-0.008}$	0.116 ± 0.007
Epoch, $T(\text{yrs})^{(e)}$	2000.758 ± 0.008	2000.754 ± 0.007	2003.150 ± 0.005	2010.255 ± 0.004	
Epoch, $T(\text{yrs})^{(f)}$	2010.36 ± 0.10	2010.22 ± 0.05	2010.260 ± 0.008	2010.255 ± 0.004	2010.263 ± 0.012

References: ⁽¹⁾Zapatero Osorio et al. (2004), ⁽²⁾Simon et al. (2006), ⁽³⁾Konopacky et al. (2010), ⁽⁴⁾Dupuy et al. (2010)

Notes:

- ^(a) In original paper quoted in AU. Converted to angular distance assuming GJ569 Hipparcos parallax $\pi = 0.10191 \pm 0.00167$ mas (Perryman et al. 1997).
- ^(b) ω and Ω derived solely from astrometry results exhibit a 180° degeneracy which is broken when using spectroscopic data (e.g. radial velocities) such as in Zapatero Osorio et al. (2004), Simon et al. (2006) and Konopacky et al. (2010). However in the latter work there seems to appear again the degeneracy which was broken in Zapatero Osorio et al. (2004). The reason why such a degeneracy remains in Konopacky et al. (2010) is unknown to us.
- ^(c) Total Mass derived using the GJ569A Hipparcos parallax $\pi = 0.10191 \pm 0.00167$ mas (Perryman et al. 1997) in original works by Zapatero Osorio et al. (2004), Simon et al. (2006) and Konopacky et al. (2010).
- ^(d) Total Mass computed with the revised Hipparcos parallax $\pi = 0.10359 \pm 0.00172$ mas (van Leeuwen 2007) as pointed out in Dupuy et al. (2010). The total mass estimates in Zapatero Osorio et al. (2004), Simon et al. (2006) and Konopacky et al. (2010) scaled to the new parallax value.
- ^(e) Epoch of periapsis appearing in original works.
- ^(f) Epoch of periapsis propagated to fall within 2010 for the ease of comparison.

From theoretical models Dupuy et al. (2010) estimate the mass fraction parameter to be $q \approx 0.87 \pm 0.02$, which agree very well with observational results in Zapatero Osorio et al. (2004) and (Konopacky et al. 2010). The new astrometric values in Dupuy et al. (2010) have not been considered in our orbital solution.

5.4 Constraining the binary nature of GJ569Ba.

From radial velocities Zapatero Osorio et al. (2004) assign individual masses of $0.071 \pm 0.011 M_\odot$ and $0.054 \pm 0.011 M_\odot$ for the GJ569Ba and GJ569Bb components, respectively. This is consistent with $0.073 \pm 0.008 M_\odot$ and $0.053 \pm 0.006 M_\odot$ by Konopacky et al. (2010) from radial velocity measurements. However, upon the discovery of the multiple nature of GJ569B by Martín et al. (2000), the possibility of GJ569Ba binarity was discussed. The reason argued in Martín et al. (2000) was the failure of theoretical models to fit the observational data with a single isochrone. The binary nature of GJ569Ba was again suggested in Kenworthy et al. (2001) on the basis of Bb being about half as bright as Ba while the GJ569B spectrum was fitted by a single M8.5 component and without evidence of reddening. Simon et al. (2006) gives further support to the Ba binarity when accounting from their estimated mass ratio $q = M_{Bb}/M_{Ba} = 0.19 \pm 0.13$ as derived from their radial velocities. Simon et al. (2006) suggest GJ569B is actually a triple system with Baa, Bab (i.e. the two suggested components of Ba) and Bb with nearly the same masses of around $0.04\text{--}0.05 M_\odot$. How does such a possibility fit into the larger collection of data since Simon et al. (2006)?

(i) The flux ratio evolution with wavelength is not consistent with a system of nearly three-equal mass objects. In such a case the flux ratio should remain constant while its evolution from I-band to L-band is clearly decreasing: 0.622 ± 0.017 , 0.51 ± 0.02 , 0.590 ± 0.023 , 0.504 ± 0.015 and 0.49 ± 0.03 in I, J, H, K and L' bands (the L' measurement in Dupuy et al. 2010). This flux evolution is, however, consistent with Ba and Bb exhibiting slightly

different radii (Ba larger than Bb) as suggested from theoretical models of BDs for the assumed masses of Ba and Bb and a slightly change in the effective temperature (Ba slightly hotter than Bb) consistent with the assigned spectral types to Ba and Bb in Lane et al. (2001). Notice also that the absence of a Li feature in the combined spectrum of GJ569B in (Zapatero Osorio et al. 2005) plays against the three-equal mass objects hypothesis: assuming the highest mass estimate for the GJ569B system of $0.140^{+0.009}_{-0.008} M_\odot$ (Dupuy et al. 2010) would inevitably ensure the presence of Li features as all objects would be below the $0.060 M_\odot$ threshold (Chabrier et al. 2000) but not such a feature was detected in Zapatero Osorio et al. (2005).

(ii) The age of the GJ569B is still an open issue with Simon et al. (2006) assigning a similar age to the Pleiades (~ 120 Myr) and the rest of estimates in the literature proposing ages in the range 200–800 Myr. The (I–J) colors of 2.72 ± 0.08 and 2.83 ± 0.08 for the Ba and Bb components, respectively, do not match with what is expected from Pleiades objects with masses $\sim 0.04\text{--}0.05 M_\odot$ in the J vs. (I–J) Pleiades color-magnitude diagram in Bihain et al. (2006). Note that the older the system the more inconsistent the measured (I–J) colors of Ba and Bb with respect to masses as low as $0.04\text{--}0.05 M_\odot$. Note also that according to the the Lyon (Chabrier et al. 2000) and Tucson (Burrows et al. 1997) evolutionary models and for ages older than 250 Myr, objects with masses in the range $0.04\text{--}0.05 M_\odot$ should exhibit spectral types in the L and T domain which is in contradiction with the M8.5–9.0 spectral types assigned to the unresolved GJ569B and resolved Ba and Bb components.

However, there is still the possibility that Ba is composed of two components, namely Baa and Bab, of different masses. For the purpose of the following discussion on the restrictions on the GJ569Ba binarity we assume the total mass estimate of $M_{\text{Tot}} = 0.140^{+0.009}_{-0.008} M_\odot$ in Dupuy et al. (2010) and a mass ratio $q = 0.80 \pm 0.15$ which lies midway and consistently between the observed q values in in Zapatero Osorio et al. (2004) and Konopacky et al. (2010), and the estimates by Dupuy et al. (2010)

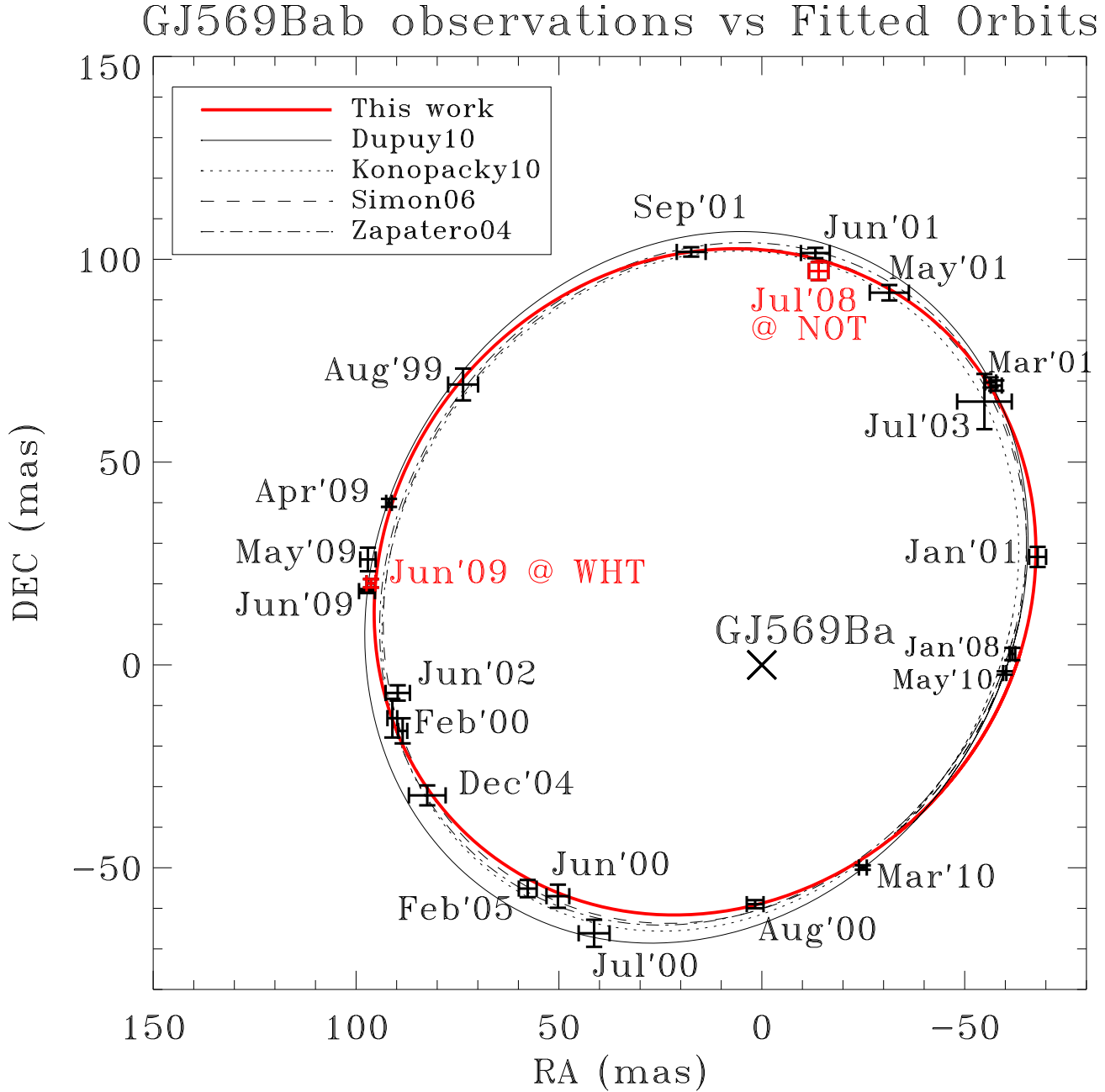


Figure 8. Compilation of astrometric data on the GJ569Bab pair with our points in red (see Table 6). Overplotted there are the different best-fit Keplerian orbits for the GJ569 multiple system found in the literature and derived in this work and whose orbital parameters are summarized in Table 7.

of $0.866^{+0.019}_{-0.014}$ and $0.886^{+0.021}_{-0.017}$ using the Lyon and Tucson evolutionary models. With these M_{Tot} and q values we have $M_{\text{Ba}} = 0.078 \pm 0.008 M_{\odot}$ and $M_{\text{Bb}} = 0.062 \pm 0.008 M_{\odot}$. A close look at the astrometric values reported in April-May 2009 by Dupuy et al. (2010), by June 2009 in Konopacky et al. (2010) and in this work are shown in Fig. 9, allowing us to place a constrain to the combination of mass and orbit semi-axis of a possible component Bab. From the above discussion we may safely assume that if GJ569Ba is binary then its most massive component must satisfy $0.060 < M_{\text{Baa}}/M_{\odot} < 0.086$ and $0 \leq M_{\text{Bab}}/M_{\odot} < 0.018$. Also, if Bab exists it should be either very faint and orbit around Baa with a

semi-axis smaller than 0.5 AU (i.e. midpoint between Ba and Bb) and, using $M_{\text{Ba}} = 0.078 \pm 0.008 M_{\odot}$, a possible orbital period $T < 1.3$ yr. The presence of Bab would induce a motion in the position of GJ569Baa which would reflect itself as a wobble of the orbit of GJ569Bb around the computed Keplerian orbits and with an amplitude α given by (e.g. Perryman 2000):

$$\alpha = \frac{M_P}{M_{\star}} \frac{a}{d} \quad (2)$$

where M_P and $M_{\star}$ are the masses of GJ569Bab and GJ569Baa, respectively, a is the Baa-Bab orbit semi-axis and d the distance

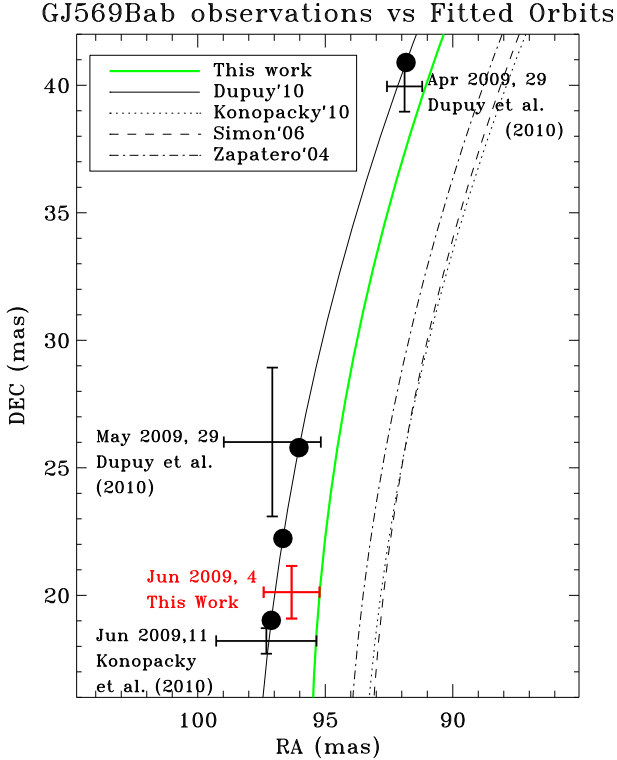


Figure 9. Zoomed part of orbit showing orbit in period April-June 2009 together with orbits in the literature and predicted positions in orbit model by Dupuy et al. (2010).

to GJ569 (i.e. $d \sim 10$ pc). Examining in detail the deviation of observed positions with respect to the Dupuy et al. (2010) orbit in the two month period depicted in Fig. 9 we place an upper limit $\alpha < 2.2$ mas with 1σ confidence level. Using $M_{\text{Baa}} < 0.086 M_{\odot}$ we obtain the constrain $a \cdot M_{\text{Bab}} < 1.93$, with M_{Bab} in units of M_{J} (Jupiter mass) and a in AU. On the other hand we have placed an upper limit $T < 1.3$ yr on the period of Bab around of Baa. The residual rms of the observed positions on the period April 2009–May 2010 with respect the predicted positions allows to place an upper limit $\alpha < 1.9$ mas with 1σ confidence level and from here the constrain $a \cdot M_{\text{Bab}} < 1.68$. Adopting the former and more conservative constrain and since the minimum separation between GJ569Ba and GJ569Bb is ~ 0.5 AU, the widest possible orbit of Bab around Baa would be < 0.25 AU and we would have $M_{\text{Bab}} \lesssim 8 M_{\text{J}}$ and the closer Bab to Baa the higher the feasible value for M_{Bab} . Given the range of masses under consideration and the distances between Baa and Bab, radial velocities studies of GJ569Ba should be able to shed further light into the existence of the Bab component.

6 CONCLUSIONS.

We have presented results showing the potential for high precision astrometry, differential photometry and high contrast imaging using a Lucky Imaging instrument coupled to an adaptive-optics system. Our results indicate that with 4-m class telescopes equipped with a moderately low order adaptive optics system it is possible to achieve angular resolutions better than $0''.1$ in the I-band. This is comparable to what is achieved in the Ks band with the use of AO-systems at 8-10 m class telescopes. This work is part of an effort

to determine the feasibility of a Lucky Imaging instrument to be coupled on the future AO system at the GTC telescope (GTCAO) and what the expectations in terms of high contrast imaging and angular resolution should be expected from such a combination.

Our work has focused on the observation of the GJ569 system which contains a benchmark brown dwarf binary. The application of our LM PSF fitting technique to the GJ569 image obtained with the WHT, where the GJ569B components are resolved, allows to achieve high precision relative photometry (to a few millimagnitudes) and astrometry (to a few mas) thanks to the availability of meaningful error bars associated to each pixel in the fitted image.

The potential for detection of faint companions has been addressed by looking at the 3σ detectability curves in Fig. 5. On the images directly from the frame selection procedure, we distinguish two regions in which the detectability behaves differently versus increasing the percentage of images being employed. In regions where the image is dominated by the wide swallow halo of the primary PSF, the detectability is improved by restricting the percentage of images being employed since in that way there is more energy in the core and less in the halo. At large distances from the primary, the image is dominated by background/detector noise and the detectability is improved by simply adding as many images as possible. On the wavelet-processed images, both in the inner and outer regions, we only see a benefit on the increase of the percentage of images used in the frame selection. With the wavelet-processed images we observe a magnitude gain in the inner region (1.7 magnitudes at $1''$ with respect to the non-processed image) but far away from the primary no net gain as those parts of the image are dominated by background/detector noise.

We have measured a differential magnitude at I band between GJ569Ba and GJ569Bb $\Delta m_{\text{BaBb}} = 0.622 \pm 0.017$. When used in conjunction of Δm_{BaBb} in the J, H and K bands by previous works, fits well with the spectral determination of M8.5-M9 for the brown dwarf binary derived in the near-infrared by Lane et al. (2001). Our results in I-band and those in J, H and K-bands in Lane et al. (2001) clearly indicate that Ba is brighter than Bb. This together with the $I - J$ color favors a half subclass earlier for Ba than for Bb (see Fig. 6).

The astrometric quality achieved with FastCam allows to locate two new points on the GJ569Bb orbit around GJ569Ba. The orbits in the literature and the one derived including our points do not differ significantly and therefore the orbital parameters are in perfect agreement with those previously published, although our mass estimate of $0.116 \pm 0.007 M_{\odot}$ using the updated Hipparcos parallax distance of 9.65 ± 0.16 pc in van Leeuwen (2007). Our mass estimate of the multiple GJ569B system is somewhat smaller, but within error bars of previously published values except for the newly derived mass of $0.140^{+0.009}_{-0.008} M_{\odot}$ in Dupuy et al. (2010). Our WHT data point on June 2009 falls within 1 sigma from the Dupuy et al. (2010) orbital solutions and our own orbital solution although our NOT data point on July 2008 is more consistent with previous orbital solutions in Zapatero Osorio et al. (2004); Simon et al. (2006); Konopacký et al. (2010). For a substantial refinement of the orbital parameters it would be necessary to sample the whole orbit with similar uncertainties as those derived from our observation at the WHT on June 2009.

The data available on the GJ569B system is consistent with a primary of $0.081 \pm 0.010 M_{\odot}$ and a secondary of $0.059 \pm 0.007 M_{\odot}$. If Ba were a binary system then the Bab component would have a mass $< 0.018 M_{\odot}$. A simple qualitative analysis on the deviations from a Keplerian orbit allows to place an upper limit to the product of mass and orbit semi-axis of this object.

ACKNOWLEDGMENTS

B.F. and L.L. are funded by the Spanish MICINN under the Consolider-Ingenio 2010 Program gran CSD2006-00070: First Science with the GTC (<http://www.iac.es/consolider-ingenio-gtc>). The 0.82-m IAC80 Telescope is operated on the island of Tenerife by the Instituto de Astrofísica de Canarias in the Spanish Observatorio del Teide. This research has made use of the Washington Double Star Catalog maintained at the U.S. Naval Observatory. We thank the referee María Rosa Zapatero Osorio for many insightful discussions which have substantially improved the contents of the original manuscript. We also wish to thank to the IAC teams lead by Emilio Cadavid and Vicente Sánchez and all the ING staff, and specially to Chris Benn and Tibor Agocs, for their very precious help during the setup and observations with FastCam at the WHT.

References

- Baldwin J. E., Tubbs R. N., Cox G. C., Mackay C. D., Wilson R. W., Andersen M. I., 2001, *A&A*, 368, L1
- Benn C., 2006, *New Astronomy Reviews*, 49, 625
- Bevington P. D., 1992, *Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences*, 2nd edn. McGraw-Hill, New York
- Bihain G., Rebolo R., Béjar V. J. S., Caballero J. A., Bailer-Jones C. A. L., Mundt R., Acosta-Pulido J. A., Manchado Torres A., 2006, *A&A*, 458, 805
- Burrows A., Marley M., Hubbard W. B., Lunine J. I., Guillot T., Saumon D., Freedman R., Sudarsky D., Sharp C., 1997, *ApJ*, 491, 856
- Carpenter J. M., 2001, *AJ*, 121, 2851
- Chabrier G., Baraffe I., Allard F., Hauschildt P., 2000, *ApJ*, 542, 464
- Cutri R. M., Skrutskie M. F., van Dyk S., Beichman C. A., Carpenter J. M., Chester T., Cambresy L., Evans T., Fowler J., Gizis J., Howard E., Huchra J., Jarrett T., Kopan E. L., Kirkpatrick J. D., 2003, *2MASS All Sky Catalog of point sources*.
- Dupuy T. J., Liu M. C., Bowler B. P., Cushing M. C., Helling C., Witte S., Hauschildt P., 2010, *ApJ*, 721, 1725
- Dupuy T. J., Liu M. C., Ireland M. J., 2009, *ApJ*, 692, 729
- Forrest W. J., Shure M., Skrutskie M. F., 1988, *ApJ*, 330, L119
- Fried D. L., 1978, *JOSA*, 68, 1651
- Fuensalida J. J., García-Lorenzo B. M., Castro J., Chueca S., Delgado J. M., González-Rodríguez J. M., Hoegemann K. K., Reyes M., Verde M., Vernin J., 2004, in Schäfer K. P., Comerón A., Carleer M. R., Picard R. H., Sifakis N. I., eds, *Remote Sensing of Clouds and the Atmosphere IX* Vol. 5572 of *Proc. SPIE*, Statistics of atmospheric parameters for multiconjugated adaptive optics for the Observatorio del Roque del los Muchachos. pp 1–9
- Gładysz S., Christou J., Law N., Dekany R., Redfern M., Mackay C., 2008, in Hubin N., Max C. E., Wizinowich P. L., eds, *Adaptive Optics Systems* Vol. 7015 of *Proc. SPIE*, Lucky imaging and speckle discrimination for the detection of faint companions with adaptive optics
- Kenworthy M., Hofmann K., Close L., Hinz P., Mamajek E., Schertl D., Weigelt G., Angel R., Balega Y. Y., Hinz J., Rieke G., 2001, *ApJ*, 554, L67
- Kervella P., Verhoelst T., Ridgway S. T., Perrin G., Lacour S., Cami J., Haubois X., 2009, *A&A*, 504, 115
- Kirkpatrick J. D., McCarthy Jr. D. W., 1994, *AJ*, 107, 333
- Konopacky Q. M., Ghez A. M., Barman T. S., Rice E. L., Bailey J. I., White R. J., McLean I. S., Duchêne G., 2010, *ApJ*, 711, 1087
- Labadie L., Rebolo R., Femenía B., Villó I., Díaz-Sánchez A., Oscoz A., López R., Pérez J. A., Pérez A., Hildebrandt S. R., Béjar V., José Piqueras J., Rodríguez L. F., 2010, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series* Vol. 7735 of *Proc. SPIE*, High spatial resolution and high contrast optical speckle imaging with FASTCAM at the ORM
- Labadie L., Rebolo R., Villo I., Perez-Prieto J. A., Perez-Garrido A., Hildebrandt S. R., Femenia B., Diaz-Sanchez A., Bejar V. J. S., Oscoz A., Lopez R., Piqueras J., Rodriguez L. F., 2010, *ArXiv e-prints*
- Landolt A. U., 1992, *AJ*, 104, 340
- Lane B. F., Zapatero Osorio M. R., Britton M. C., Martín E. L., Kulkarni S. R., 2001, *ApJ*, 560, 390
- Law N. M., Mackay C. D., Baldwin J. E., 2006, *A&A*, 446, 739
- Law N. M., Mackay C. D., Dekany R. G., Ireland M., Lloyd J. P., Moore A. M., Robertson J. G., Tuthill P., Woodruff H. C., 2009, *ApJ*, 692, 924
- Liebert J., Gizis J. E., 2006, *PASP*, 118, 659
- Martín E. L., Brandner W., Bouy H., Basri G., Davis J., Deshpande R., Montgomery M. M., 2006, *A&A*, 456, 253
- Martín E. L., Koresko C. D., Kulkarni S. R., Lane B. F., Wizinowich P. L., 2000, *ApJ*, 529, L37
- Masciadri E., Raga A., 2004, *ApJ*, 611, L137
- Myers R. M., Longmore A. J., Benn C. R., Buscher D. F., Clark P., Dipper N. A., Doble N., Doel A. P., Dunlop C. N., Gao X., Gregory T., Humphreys R. A., Ives D. J., Østensen R., 2003, in Wizinowich P. L., Bonaccini D., eds, *Adaptive Optical System Technologies II* Vol. 4839 of *Proc. SPIE*, NAOMI adaptive optics system for the 4.2m William Herschel telescope. pp 647–658
- Oscoz A., Rebolo R., López R., Pérez-Garrido A., Pérez J. A., Hildebrandt S., Rodríguez L. F., Piqueras J. J., Villó I., González J. M., Barrera R., Gómez G., García A., Montañés P., 2008, in McLean I. S., Casali M. M., eds, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy II*. Vol. 7014 of *Proc. SPIE*, FastCam: a new lucky imaging instrument for medium-sized telescopes. pp 701447–1 – 701447–12
- Perryman M. A. C., 2000, *Reports on Progress in Physics*, 63, 1209
- Perryman M. A. C., Lindegren L., Kovalevsky J., Hoeg E., Bastian U., Bernacca P. L., Crézé M., Donati F., Grenon M., van Leeuwen F., van der Marel H., Mignard F., Murray C. A., 1997, *A&A*, 323, L49
- Simon M., Bender C., Prato L., 2006, *ApJ*, 644, 1183
- Tubbs R. N., Baldwin J. E., Mackay C. D., Cox G. C., 2002, *A&A*, 387, L21
- van der Marel R. P., Gerssen J., Guhathakurta P., Peterson R. C., Gebhardt K., 2002, *AJ*, 124, 3255
- van Leeuwen F., ed. 2007, *Hipparcos, the New Reduction of the Raw Data* Vol. 350 of *Astrophysics and Space Science Library*
- Wycoff G. L., Mason B. D., Urban S. E., 2006, *AJ*, 132, 50
- Zapatero Osorio M. R., Lane B. F., Pavlenko Y., Martín E. L., Britton M., Kulkarni S. R., 2004, *ApJ*, 615, 958
- Zapatero Osorio M. R., Martín E. L., Lane B. F., Pavlenko Y., Bouy H., Baraffe I., Basri G., 2005, *Astronomische Nachrichten*, 326, 948

IV.f. Imágenes ópticas de alto contraste de compañeros: el caso de la binaria de enanas marrones HD 130948 BC

Otro de los trabajos relacionados con sistemas compuestos por enanas marrones que publicamos, esta vez en *Astronomy and Astrophysics*, estaba dedicado al sistema HD 130948. En esta ocasión analizábamos datos obtenidos con el telescopio NOT.

Resumen:

La obtención de imágenes de alto contraste en longitudes de onda visibles está limitada por la modesta corrección de los sistemas convencionales de AO optimizados en el IR cercano. Nosotros nos beneficiamos de los nuevos detectores rápidos y con bajo ruido de lectura para explorar el potencial de la obtención rápida de imágenes junto con las técnicas de post-procesado para detectar compañeras débiles de estrellas a pequeñas separaciones angulares.

Nos hemos centrado en la toma directa de imágenes en banda I del sistema, previamente detectado, de enanas marrones HD 130948 BC, intentando resolver espacialmente el sistema L2+L2, considerado como un banco de pruebas para la determinación de masas dinámicas de objetos subestelares.

Usamos el instrumento de imagen afortunada FastCam en el telescopio Nórdico de 2,5 m para obtener imágenes cuasi limitadas por difracción de HD 130948 con resolución $\sim 0,1''$. Con el fin de mejorar la detectabilidad de la binaria débil en las proximidades de una estrella brillante de tipo solar ($I = 5,19 \pm 0,03$), hemos implementado una técnica de post-procesado basada en el filtrado de la imagen mediante la transformada *wavelet*, que nos permite mejorar fuertemente la presencia de fuentes puntuales en las regiones donde el halo primario generalmente domina.

Hemos detectado por primera vez la enana marrón binaria HD 130948 BC en la banda visible I con una $SNR \sim 9$ a $2,561'' \pm 0,007''$ (46,5 UA) de HD 130948 A y confirmado en dos bases de datos independientes (29 de mayo y 25 de julio de 2008) que el objeto es real, en contraste con otros residuos *speckles* variables en el tiempo. No resolvemos la binaria, lo que se puede explicar mediante resultados astrométricos posteriores a nuestras observaciones, que predicen una separación por debajo de la resolución del telescopio. Alcanzamos un contraste de $\Delta I = 11,30 \pm 0,11$ a esta distancia, y estimamos una magnitud combinada para esta binaria de $I = 16,49 \pm 0,11$ y un color $I - J$ de $3,29 \pm 0,13$. A $1''$, alcanzamos una detectabilidad 10,5 mag más

débil que la primaria después del post-procesado de la imagen.

Hemos obtenido la validación en el cielo de una técnica basada en imágenes *speckle* y post-procesado mediante transformadas *wavelet* que mejora las capacidades de alto contraste de las imágenes *speckle*. El color $I - J$ medido para la compañera BD es ligeramente más azul, pero sigue siendo coherente con lo que se encuentra típicamente para enanas L2 ($\sim 3,4 - 3,6$).

High-contrast optical imaging of companions: the case of the brown dwarf binary HD 130948 BC

L. Labadie^{1,2}, R. Rebolo^{1,6}, I. Villó³, J. A. Pérez-Prieto¹, A. Pérez-Garrido³, S. R. Hildebrandt⁴, B. Femenía^{1,2},
A. Díaz-Sánchez³, V. J. S. Béjar^{1,2}, A. Oscoz¹, R. López¹, J. Piqueras⁵, and L. F. Rodríguez¹

¹ Instituto de Astrofísica de Canarias, C/ Via Lactea s/n, La Laguna, 38200 Tenerife, Spain
e-mail: labadie@iac.es

² Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, 38205 La Laguna, Tenerife, Islas Canarias, Spain

³ Universidad Politécnica de Cartagena, Campus Muralla del Mar, Cartagena, 30202 Murcia, Spain

⁴ Laboratoire de Physique Subatomique et de Cosmologie, 53 avenue des Martyrs, 38026 Grenoble, France

⁵ Max-Planck-Institut für Sonnensystemforschung, Max-Planck-Str. 2, 37191 Katlenburg-Lindau, Germany

⁶ Consejo Superior de Investigaciones Científicas, Spain

Received 5 March 2010 / Accepted 27 September 2010

ABSTRACT

Context. High-contrast imaging at optical wavelengths is limited by the modest correction of conventional near-IR optimized AO systems. We take advantage of new fast and low-readout-noise detectors to explore the potential of fast imaging coupled to post-processing techniques to detect faint companions of stars at small angular separations.

Aims. We have focused on *I*-band direct imaging of the previously detected brown dwarf binary HD 130948 BC, attempting to spatially resolve the L2+L2 system considered as a benchmark for the determination of substellar objects dynamical masses.

Methods. We used the lucky-imaging instrument FastCam at the 2.5-m Nordic Telescope to obtain quasi diffraction-limited images of HD 130948 with $\sim 0.1''$ resolution. In order to improve the detectability of the faint binary in the vicinity of a bright ($I = 5.19 \pm 0.03$) solar-type star, we implemented a post-processing technique based on wavelet transform filtering of the image, which allows us to strongly enhance the presence of point-like sources in regions where the primary halo generally dominates.

Results. We detect for the first time the binary brown dwarf HD 130948 BC in the optical band *I* with a $SNR \sim 9$ at $2.561'' \pm 0.007''$ (46.5 AU) from HD 130948 A and confirm in two independent datasets (2008 May 29 and July 25) that the object is real, as opposed to time-varying residual speckles. We do not resolve the binary, which can be explained by astrometric results posterior to our observations, which predict a separation below the telescope resolution. We reach a contrast of $\Delta I = 11.30 \pm 0.11$ at this distance, and estimate a combined magnitude for this binary $I = 16.49 \pm 0.11$ and a $I - J$ color of 3.29 ± 0.13 . At $1''$, we reach a detectability 10.5 mag fainter than the primary after image post-processing.

Conclusions. We obtain on-sky validation of a technique based on speckle imaging and wavelet-transform post-processing, which improves the *high-contrast* capabilities of speckle imaging. The $I - J$ color measured for the BD companion is slightly bluer, but still consistent with what is typically found for L2 dwarfs ($\sim 3.4\text{--}3.6$).

Key words. instrumentation: high angular resolution – methods: observational – techniques: image processing – binaries: close – brown dwarfs – circumstellar matter

1. Introduction

A direct determination of dynamical masses of very low-mass (VLM) objects is essential to calibrate the mass-luminosity relationship. This is particularly relevant for understanding the brown dwarfs (BDs) evolution. Dynamical masses can be determined by observing close multiple BD systems (Zapatero Osorio et al. 2004; Bouy et al. 2004; Stassun et al. 2006; Dupuy et al. 2009). Brown dwarfs close binaries with orbital periods ≤ 10 yr represent a valuable sample for a model-independent mass determination within a realistic time baseline. Observationally, this requires to spatially resolve the binary, which also permits us to obtain a direct measurement of the flux of each component. Because BD systems are also detected as close companions to bright main-sequence stars, another difficulty resides in the strong contrast needed to detect them (cf. the case HR 7672 B in Liu et al. 2002), on top of the detectability issue because of their intrinsic low luminosity. So far, the sample of such

companion BD binaries is limited to a few (Burgasser et al. 2005), mostly characterized in the near-IR with the help of 8–10 m class telescopes.

Optical data are necessary for a full characterization of the spectral energy distribution, which is key to the determination of effective temperatures and bolometric luminosity. In the visible domain, close binaries can be spatially resolved with speckle imaging (Law et al. 2006a), a technique that delivers diffraction-limited optical counterpart to AO-assisted infrared images. The question of *high contrast* in speckle imaging has been investigated in the past by Boccaletti et al. (2001) using the “dark speckles” method as an additional stage of cleaning to improve the detectability of faint companions. Coupled to the adaptive optics system ADONIS and a Lyot stellar coronagraph, these authors obtained K-band contrasts of $1.5\text{--}4.5 \times 10^{-3}$ ($\Delta m_K \sim 6\text{--}7$) at $0.5\text{--}0.9''$.

In this paper, we have focused on the brown dwarf binary HD 130948 BC, originally reported by Potter et al. (2002). As

part of a restricted sample of BD binaries companion to a solar-type star, HD 130948 BC is a unique benchmark for the study of the mass, luminosity, and age of L-type substellar objects. Lying at ~ 45 AU from HD 130948 A, the determination of the close BD binary orbit based on infrared AO images permitted Dupuy et al. (2009) to derive a total mass estimated as $0.109 \pm 0.03 M_{\odot}$. We intent to use speckle imaging techniques to conduct a first optical ground-based high-resolution study of this object in order to extend its physical characterization to shorter wavelengths, and at the same time using it as an observational testbench for diffraction-limited imaging from the ground at visible wavelengths. Here, we report first *I*-band high-contrast speckle imaging of the HD 130948 system. The detection of the BD companion is improved through image post-processing. This emphasizes how small to medium size telescopes can still be exploited for high-angular and high-contrast imaging. In Sect. 2 we present our observations and the data reduction procedure. In Sect. 3 we present our imaging, astrometric, and photometric results for HD 130948 BC, briefly discussing our derived *I* – *J* color.

2. Observations and data reduction

2.1. Imaging

HD 130948 was observed on the nights of 2008 May 29 and July 25 with the FastCam instrument (Oscoz et al. 2008) installed at the 2.5-m Nordic Telescope (NOT) at the *Roque de los Muchachos* Observatory, Spain. Observing conditions during these nights were good with an average seeing of $0.5''$ in the *I*-band and clear weather. In brief, FastCam is an optical imager based on a conventional low-noise CCD camera from Andor Technology, which allows us to record speckle-featuring unsaturated images at a rate of several tens of frames per second. Each frame captures a different pattern introduced by the atmospheric turbulence, where each speckle represents a diffraction-limited image of the source of interest.

FastCam was installed on the Cassegrain focus of the NOT. The pixel scale, determined from astrometric measurements in the M 15 globular cluster, is estimated at 31.17 ± 0.03 mas/pixel. The field-of-view accessible with the 512×512 CCD array is $16'' \times 16''$. The raw data acquired by FastCam are composed of cubes of 1000 images each, with an individual integration time of 10–50 ms. A total of 100 cubes (i.e. 10^5 frames) and 50 cubes was acquired for HD 130948 in the nights of July 25 and May 29, respectively, as well as flat and dark images for standard image correction. After finding the brightest speckle in each image of the cube, we can select an arbitrary percent of images based on the brightest speckles sorted *within the serie*. Hence, those frames with the highest concentration of energy in a given speckle are selected. A subsequent shift-and-add process of the previously selected frames produces an image where the bright diffraction-limited core is surrounded by a fainter seeing halo. This technique is also referred to as *lucky imaging* (Law et al. 2006b). The resulting angular resolution then depends on the percentage of selected frames and, among others, on the natural seeing during the night and the integration time for each individual frame. The percent of selected frames results from a trade-off between a sufficiently high integration time and a good angular resolution. In our case, the individual integration time and the percent of selected frames were fixed to 30 ms and 30% respectively, leading to an effective total integration time of 900 s. Thus, FastCam delivered $\sim 0.1''$ resolution images, close to the diffraction-limit $1.22\lambda/D$ of 84 mas of the NOT at $0.8 \mu\text{m}$.

As in any imaging system aiming at compensating the effect of the atmospheric turbulence, the presence of the seeing halo in the images is a strong limitation to high-contrast capabilities. Since we are unable with the current observational technique to artificially reduce the starlight contribution in a way this can be done with a coronagraph, the flux contrast at a given distance from the star is improved by applying an additional post-processing stage to the image, which helps to suppress most of the seeing halo, unveiling fainter sources in the immediate vicinity of the star. We initially tried the classical solution of PSF-reference subtraction. But the strong time-variability of lucky-imaging PSF profiles at optical wavelengths prevents us from applying an efficient subtraction that would improve the detectability. Thus, we implemented a different approach based on the post-processing of the shift-and-add images in order to enhance particular spatial frequencies in the image. For this purpose, we have tested different image filtering algorithms, which are:

- ★ the subtraction of a median box filtering.
- ★ the implementation of a standard unsharp mask (i.e. $I = I - I * g$, where I is the input image, “*” denotes convolution and g is a Gaussian kernel.
- ★ the implementation of the wavelet transform of the shift-and-add image. All these algorithms, which are comparable to *edge enhancement* techniques, allow us to suppress a continuous offset (e.g. sky background, detector bias...) or an extended and diffused structure (e.g. a PSF halo) at a different spatial scale than the object of interest, hence favoring the detection of fainter point-like sources at higher spatial frequencies.

The best results were obtained with the unsharp mask filtering and the wavelet decomposition. In their numerical implementation, those two algorithms are very similar, but the wavelet algorithm gives the advantage of a multi-resolution approach. This last solution was finally selected and applied to our two different datasets of HD 130948, and is described in more detail in Appendix A.

2.2. Photometry

We used an absolute measurement of the HD 130948 A photometry to derive the *I* magnitude of the companion from our images (see Sect. 3.4). In order to determine the *I* magnitude of HD 130948 A, we carried out a dedicated photometric measurement, obtaining *I*-band images of HD 130948 on 2010 April 6 using the CAMELOT instrument mounted on the IAC80 telescope. This optical camera consists of a $2k \times 2k$ CCD detector with a $0.304''/\text{pix}$ plate scale, providing a field of view of 10.4×10.4 arcmin. The same *I* filter can be physically interchanged in FastCam and CAMELOT and match the Johnson-Cousins system. The spectral responses of each of the two detectors were obtained from available technical data, and the differential effect on a solar-type star spectrum was estimated to a residual magnitude of 2.9 milli-magnitude. We observed a serie of 10 images with an individual exposure time of 5 s. Raw data were reduced by routines within the IRAF environment. Bias-images were subtracted using the overscan region and zero exposure time images, and flat-field correction was applied with dome flats. We performed aperture photometry with routines from the DAOPHOT package. We adopted an aperture of 5 *FWHM* (depending on the seeing conditions, this number varies between $6.4''$ to $8.7''$) for our photometric standard stars from Landolt (1992). This is a standard aperture recommended by several photometric manuals to avoid contamination. Because the HD 130948 images were defocused to avoid saturation, we adopted a larger aperture (10 *FWHM*)

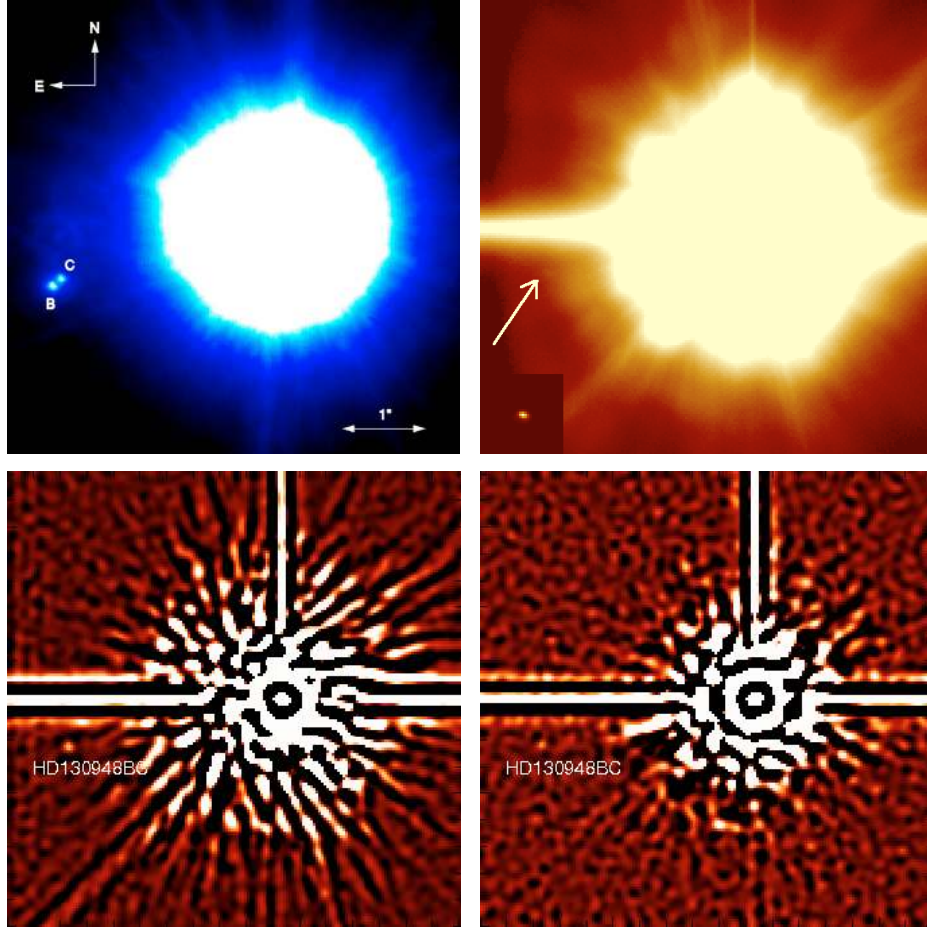


Fig. 1. *Upper-left:* original *H*-band detection of HD 130948 BC in [Potter et al. \(2002\)](#). *Upper-right:* direct lucky-imaging image resulting from the best 30% frames over a 10^5 series. The white arrow indicates the anticipated position of the companion. The inset shows the core of the PSF on the full intensity scale. *Bottom-left:* post-processed image from July 2008 revealing the BD binary companion, unresolved with the NOT at $0.8\ \mu\text{m}$. *Bottom-right:* post-processed image from May 2008 obtained with 5×10^4 frames. All four images have the same size. North is up, East is left. The effective total integration time to obtain the July image is 900 s.

and therefore, in order to correct for the difference, we estimated the aperture correction from 5 to 10 *FWHM* with bright and isolated Landolt standard stars. We obtained an aperture correction of 0.033 ± 0.005 mag, which was included in the photometry of our target. Weather conditions during our observations were photometric as assessed by observing photometric standard through the whole night, while the average seeing ranged from 1.3 to 2". In order to transform our instrumental magnitudes into apparent magnitudes, we observed four different Landolt standard star fields (each of them containing 3–6 standard stars) and repeated them during the night. We obtained 14 different images at 7 different pointings covering a range of airmasses from 1.1 to 2.1. We perform a linear fit to our data to obtain the zero points and the extinction coefficient, following the equation $i - I = a_0 + k \times \text{airmass}$, where i and I are, respectively, the instrumental magnitude and the apparent magnitude of the Landolt stars, a_0 is the zero point, k is the extinction coefficient. We obtained $a_0 = 2.68 \pm 0.019$ ($z\text{mag} = 25$) and $k = 0.17 \pm 0.013$. The error bars in the calibration were obtained from the estimated errors of the coefficients in the linear fit. Eventually, our correction from instrumental to apparent magnitudes for HD 130948 was finally $i - I = 2.860 \pm 0.032$ (-0.033 ± 0.005 aperture correction) = 2.827 ± 0.032 . The final error bar includes both the error in the calibration and in the instrumental magnitude.

3. Results

3.1. Detection of the BD companion

The panels of Fig. 1 show the imaging results from our observations. In the upper-left corner we display the original detection by [Potter et al. \(2002\)](#), in which the brown dwarf binary is resolved in the *H*-band with the 8-m Gemini-North telescope. The upper-right corner shows the direct shift-and-add image of HD 130948 obtained with the data of July 25. In all the images, North is up, East is left. The FastCam images have been rotated by 90° with respect to the original position of the detector on sky. The average full-width-at-half-maximum (*FWHM*) is 131 mas, with a slight elongation toward the east (148 mas) against the north (114 mas). We attribute this effect to atmospheric dispersion because no ADC (atmospheric dispersion compensator) is available in the current FastCam+NOT configuration. The white arrow indicates the expected position of the BD companion with respect to HD 130948 A, while the inset shows the core of the PSF on a different intensity scale.

The bottom part of Fig. 1 shows the HD 130948 system observed in July (left) and May 2008 (right) after the image filtering step. The brown dwarf is detected with a signal-to-noise ratio (*SNR*) ~ 9 and an average *FWHM* ~ 110 mas, at a position very consistent with earlier image (see next section). The

BD binary HD 130948 B – HD 130948 C is unresolved in our image. According to the orbital solution derived by Dupuy et al. (2009), the BD separation at epoch 2008.56 is estimated to be 30 mas, which is below the theoretical diffraction-limit resolution of the NOT. The physical separation at the same epoch is 0.63 AU assuming $d = 18.17$ pc given by the same authors. Because the filtering process leaves speckles in the image that may mimic the presence of a companion, the detection is doubled-checked with a procedure that splits the 100 cubes of the July dataset into three separate datasets, which undergo the same post-processing step. In this way, speckle features simply resulting from the image processing are unlikely to be repeated in the different sub-images, while a real companion remains detectable, although with a lower *SNR*. In our particular case, we also benefit from the additional dataset of May 29 (50 cubes), in which HD 130948 BC is searched for. In both cases, the BD companion binary is detected at the same location with respect to the G2V star. In the following part of this paper, the shift-and-add image of the best 30% selected frames and the filtered image will be referred as *Image 1* and *Image 2* respectively.

3.2. Detectability and contrast curve

In Fig. 2 we present the $3\text{-}\sigma$ detectability curve as a function of the distance to the central star for Image 1 and Image 2. These curves were obtained by estimating in the corresponding images the radial standard deviation profile in a 9×9 pixels slipping box averaged in azimuth over 22 angular positions in clean areas of the image (i.e. not affected by the vertical and horizontal spikes visible in Fig. 1) and separated by 5° . The gain is on the order of 2 mag when implementing the post-processing step. This result, interpreted in the perspective of the images of Fig. 1, suggests that the presence of the bright PSF halo in the direct image significantly contributes to the background noise at various spatial frequencies, degrading the detectability of a faint companion. On the contrary, in the filtered image the background noise associated to the bright halo is mostly filtered out around the spatial frequency constrained by the wavelet kernel. In other words, the wavelet filtering step strongly improves the signal-to-noise ratio of the object detection in absence of any external hardware system aiming at reducing the PSF halo (e.g. with a coronagraph). In Fig. 2 we added a point showing the detection of HD 130948 BC (see next section for contrast estimation), which helps to better perceive the gain set by the post-processing step.

3.3. Astrometry

To determine the separation between the primary and the BD binary, we first used the photo-center of Image 1 (or barycenter in a 15×15 pixels aperture centered on the primary) as the astrometric reference because we benefitted from an excellent signal-to-noise in the unsaturated image of the primary. The position of the photo-center coincides with the brightest pixel within 0.09 pixels. The same result was obtained using a two-dimensional Gaussian fit of the primary PSF, which is explained by the high *SNR* obtained on this bright object. On the contrary, we only implemented the Gaussian fit technique to determine the position of the faint companion in the filtered image, which proved to be more accurate than the photo-center technique for lower *SNR*. We first checked by simulating several artificial companions at similar distance and with comparable brightness to HD 130948 BC that the presence of such a

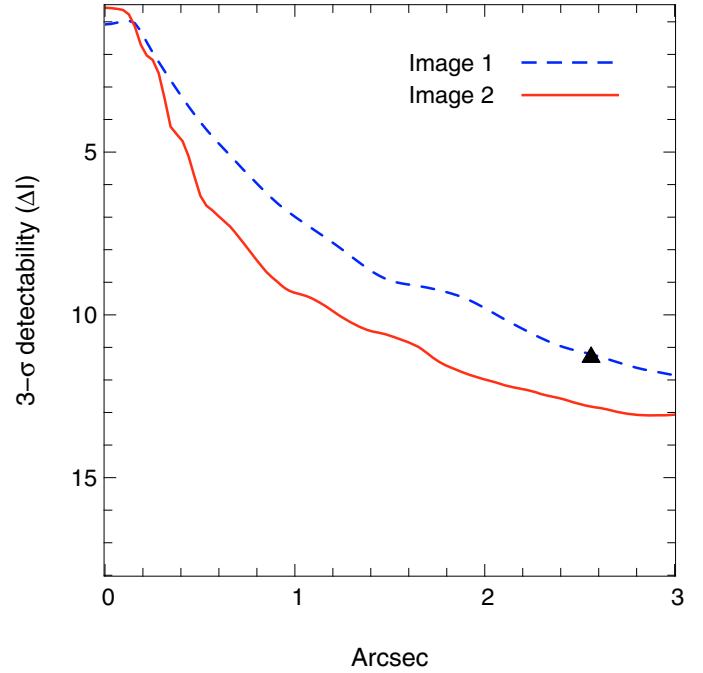


Fig. 2. $3\text{-}\sigma$ detectability curve estimated in the two cases of Image 1 (dashed line) and Image 2 (continuous line). These data were obtained with 100 cubes and a 30% best-frames selection per cube. The filled triangle shows the position of HD 130948 C (see text for details).

faint companion has negligible impact on the position of the primary photo-center. We also verified that the position of the faint companion in the filtered image (Image 2) is possibly altered by the process of spatial filtering by less than 0.2 pixels (or $0.007''$) in average. The advantage of measuring the BD position in the filtered image is to benefit from an enhanced detection, removing the limitation of a poor signal-to-noise ratio. The two-dimensional Gaussian fit provided an estimate of the relative positions of the two components of $2.561'' \pm 0.007''$ at epoch 2008.56 (46.5 AU at 18.17 pc), slightly closer compared to the separation of $2.64'' \pm 0.01''$ at epoch 2001.15 found by Potter et al. (2002). The relative orientation of HD 130948 BC with respect to the primary is $PA = 102.7^\circ \pm 0.15^\circ$, to be compared with $PA = 104.5^\circ \pm 0.5^\circ$ found by the previous authors. Assuming the distance revised by Dupuy et al. (2009) to $d = 18.17 \pm 0.11$ pc, these measurements may indicate an orbital motion around the primary, with a projected physical separation decreased by 1.43 ± 0.22 AU in 7.4 yr and a PA change by $1.8^\circ \pm 0.55^\circ$ in the same period. These values are also agree with the astrometric data provided by Geißler et al. (2008) in their mid-infrared observation of the HD 130948 system at epoch 2006.51. This change corresponds to an approximate orbital velocity projected onto the sky of $\sim 1 \text{ km s}^{-1}$, to be compared with an unprojected orbital velocity of $\sim 4.6 \text{ km s}^{-1}$ assuming a circular orbit of radius 46.5 AU and a stellar mass of $1.11 M_\odot$ for HD 130948 A. The position of the object has been also measured in the image from the May observations. Although the estimate is less precise ($\pm 0.015''$ and $\pm 0.3^\circ$), we find consistent values between the two epochs with $2.56''$ and 102.5° at epoch 2008.41.

3.4. Photometry of HD 130948 BC

The photometry of the BD companion is extrapolated as a relative measurement to the primary, which is described in Sect. 2.2. From the data obtained with the CAMELOT

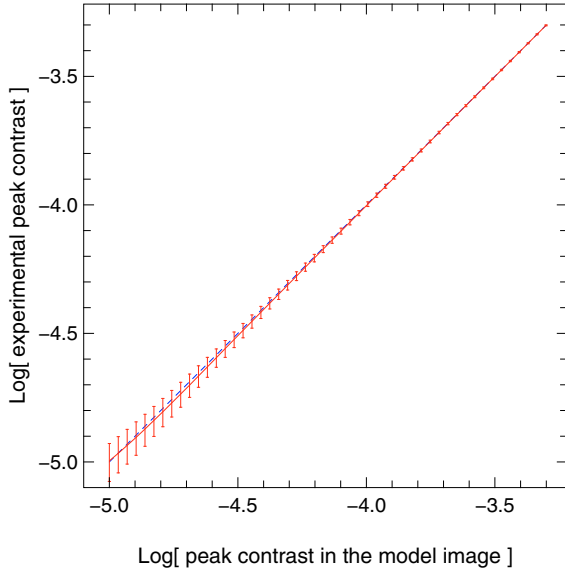


Fig. 3. Evaluation of the impact of the image post-processing on the peak value of a nearby companion. The solid curve with error bars shows, in the y -axis, the experimental mean and rms values of the measured peak contrast after image post-processed for various simulated companions contrast at a distance comparable to HD 130948 BC as an input. The x -axis shows the input pre-determined model contrast. The dash line is the $y = x$ curve and represents for comparison the contrast values ideally unaffected by the post-processing stage.

instrument, we measured the I -band magnitude of HD 130948 A to be 5.19 ± 0.03 .

The estimate of the contrast between HD 130948 and the BD companion was obtained by relative comparison with a set of 25 fake companions simulated with comparable separation and brightness in an image model. We compared the peak values of the companions and the fluxes summed in a small aperture of 3-pixels in radius.

In order to evaluate the effect of the image post-processing on the BD peak value, the contrast of the fake companions in the image model is spanned over 50 values ranging from 5×10^{-4} to 10^{-5} . Each of these 50 models is convolved with our observed PSF of HD 130948 (Image 1) and then filtered, which permits us to directly compare the peak values between the synthesized companion and the original detection in the processed image. The significance of this approach is justified by the small width of the field-of-view ($\pm 3''$), which is within the typical isoplanatic patch. As a consequence, the speckle pattern in the raw short-exposure is not expected to show significant spatial variations within $\pm 3''$, with comparable implications on the PSF of Image 1. Hence, for each contrast value in the image model, we benefit from 25 independent experimental contrasts, from which mean and rms values are extracted. The statistical dispersion express possible PSF distortion effects in the field-of-view affecting the peak value of the companions (see Fig. 3). From this empirical relationship, the contrast of HD 130948 BC is estimated by interpolation to the measured peak value. As a second approach we also applied the reverse reasoning, which consists in tuning the fake companion contrasts to an arbitrary precision in the image model to match the experimental peak value of HD 130948 BC in the post-processed image. We then derived a new estimate of the mean contrast and corresponding dispersion. Eventually, we applied the same procedures using as input measurements the fluxes summed in the aperture described above.

We are provided in the end with four different estimates of HD 130948 BC contrast with a conservative value of $3.0 \pm 0.3 \times 10^{-5}$ ($\Delta I = 11.30 \pm 0.11$) with respect to the $I = 5.19$ primary. Note that the peak value method provides a better accuracy ($\pm 0.21 \times 10^{-5}$) than the aperture photometry ($\pm 0.32 \times 10^{-5}$), in part because in the last case we do not weigh the contribution of each aperture pixel in the way this can be done with optimal extraction techniques. The conversion into magnitudes results into an unresolved BD magnitude $I = 16.49 \pm 0.11$ (or $I = 17.24$ per component assuming equal brightness for the two components). The combined MKO photometry of the BD from Dupuy et al. (2009) results in the $J = 13.2 \pm 0.08$ magnitude, leading to a color index $I - J = 3.29 \pm 0.13$ for the unresolved binary. We also verified that the possible elongation by ~ 30 mas of the unresolved binary has a negligible effect ($\lesssim 5$ milli-mag) on the measured photometry.

4. Discussion

4.1. Prospects for the technique

We applied the wavelet-filtering step to images that do not benefit from AO-assisted or coronagraphic techniques. We anticipate that the assistance of at least a moderate AO correction able to reduce the halo contribution would improve the achievable contrast at shorter radii in comparison to what we have obtained so far. Hence, we plan to further explore the potential of our approach with observations using the 4.2-m WHT and its AO-system NAOMI. A fundamental aspect we investigated here to illustrate the potential of the technique is the expected sensitivity limit as a function of the distance to the central star. We selected reasonably clean regions (i.e. unaffected by optical artefacts) of 20×20 pixels distributed over more than 10 azimuthal positions, centered at $3''$, $2''$, $1''$, respectively, from the center of Image 2. We then estimated an average of the spatial standard deviation as a function of the number of co-added cubes. The result is illustrated in Fig. 4 with the evolution of normalized SNR as a function of the number of co-added cubes. The bottom plot shows a regular increase of the normalized SNR following a $N^{-0.4}$ power law, where N is the number of co-added cubes. Closer to the star, the plots at $2''$ and $1''$ obtained with the current data indicate that a relatively high SNR is quickly obtained already after ~ 10 cubes, while only slowly increasing afterwards compared to the $3''$. Although it is difficult to derive a clear and decisive trend with the current data alone, these plots together with the filtered images presented in this work suggest that as close as $1''$ – $2''$ the sensitivity is limited by residual speckles, which dominate the image as for traditional AO. Hence, increasing the number of cubes under this regime does not provide a significant gain. This effect should become limited to smaller separation with telescopes larger than the 2.5-m NOT. The small drop in the top plot of Fig. 4 around $N = 35$ is possibly caused by an unexpected increase of the speckle noise contribution in the corresponding images. Because it is increasingly dominated by speckle noise at short distance from the star, a further study of the speckle pattern statistics would be required, which is not an objective of the current paper though.

4.2. Color

We placed our color measurement in the context of L-type brown dwarfs available photometry (Liebert & Gizis 2006). In Fig. 5 we reproduce a plot from Liebert & Gizis (2006) giving the $I_c - J_{\text{MKO}}$ color versus spectral type for a sample of late M and L dwarfs,

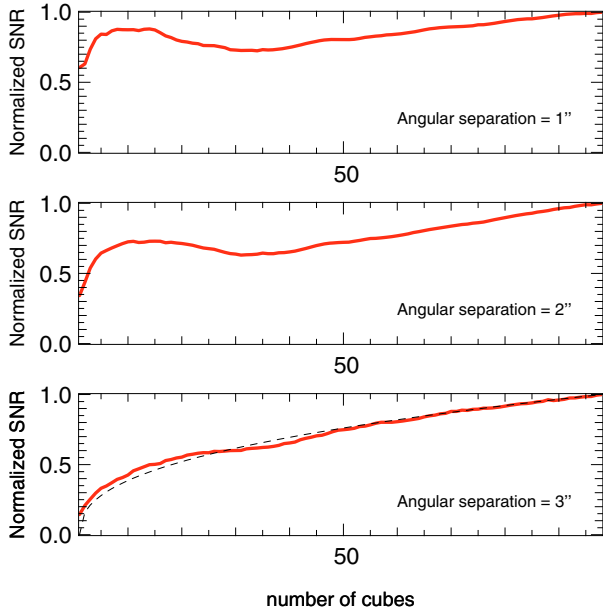


Fig. 4. Normalized SNR as a function of the number of co-added cubes used for the final post-processed image. The curves were obtained by computing the spatial rms in a 20×20 pixels box at $3''$, $2''$ and $1''$ from the primary. Recall that in the present data one cube is composed of 1000 images with 30 ms exposure from which the 30% “best” (brightest speckle) images are selected. We overplotted the power-law that best reproduce the experimental data for $3''$ separation, namely a $N^{-0.4}$ law (dotted line). The x-axis starts at value 0, and each sub-interval represents 5 cubes.

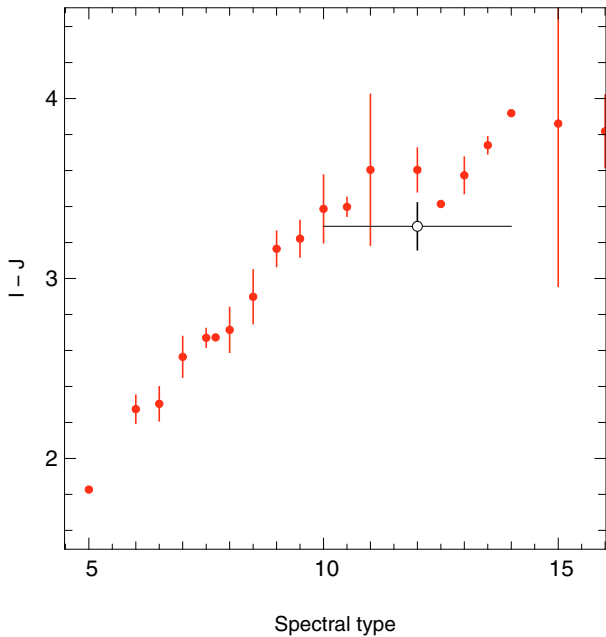


Fig. 5. $I_c - J_{\text{MKO}}$ color versus spectral type reproduced from Liebert & Gizis (2006) for late M and L dwarfs. Spectral types 5 to 15 corresponds to M5 to L5. Error bars in the photometry represent the measurement dispersion (rms). Our measurement at the $1-\sigma$ confidence level of HD 130948 BC color is shown as open circle.

after conversion from the 2MASS to the MKO photometric system. Our first measurement of the integrated I_c magnitude of the HD 130948 BD companion allows us to compare it with existing data. We assume for HD 130948 BC a spectral type $L2 \pm 2$ inferred by near-infrared spectroscopy by Potter et al. (2002). The

$I - J$ color mean and dispersion in the estimated spectral type interval for the Liebert & Gizis (2006) sample equal 3.58 ± 0.17 . Within the ± 2 sub-class uncertainty, the given sample shows only one L dwarfs over 21 objects with bluer color ($I - J = 3.19$) than HD 130948 BC, and classified L0. Hence, this suggests that our object clearly lies in the blue region of the color distribution for this spectral range. This trend becomes even stronger if we place our measurement in the context of the work by Goto et al. (2002), who classified HD 130948 BC as $L4 \pm 1$. A similar behavior is also found when placing our color measurement in the $I - J$ versus spectral type plots in Dahn et al. (2002) and Bihain et al. (2010), where typical colors ~ 3.4 – 3.6 are found for L2 dwarfs. The field dwarf 2MASSW J1841086+311727 (L4-type, $I_c - J \approx 3.2$, not plotted in Fig. 5) is another known case of spectroscopically reported as an L4 dwarf, although it appears too blue even for an early L (Kirkpatrick et al. 2000). Eventually, our BD object was placed in the $J - K$ versus $I - J$ plot of Liebert & Gizis (2006) using $J - K \sim 1.6$ measured by Dupuy et al. (2009). In this plot, HD 130948 BC appears consistent with an L2 spectral type, although it lies slightly off the bulk of the L2 BD distribution, suggesting that the object may be peculiar in that diagram as well. Considering this trend, we intend to provide some qualitative explanations to the relative blue color of our object, keeping in mind that further observations would certainly help investigating them.

As suggested by Marley et al. (2002), a possible reason is that for late L dwarfs, the shorter wavelength bands are influenced more by the wings of potassium and other alkali gas opacities.

Also, the metallicity of HD 130948 was measured by Valenti & Fischer (2005) to $\text{Fe}/\text{H} = 0.050 \pm 0.030$, i.e. solar metallicity, thus presumably the same value can apply to the BD companion. L-type objects in the Pleiades, with metallicity comparable to the Sun, do not present any remarkable bluer $I - J$ colors (Bihain et al. 2010), hence metallicity can probably be ruled out as a cause of the observed effect.

Low surface gravity could also result in a bluer $I - J$ color owing to a weaker potassium line (Kirkpatrick et al. 2008). Because our measured $I - J$ color for HD 130948 is slightly smaller than the average $I - J$ color in the ~ 120 Myr Pleiades (cf. Fig. 5 in Bihain et al. 2010), we may have an indication for an even younger age of HD 130948 in comparison to the 0.1–1 Gyr range of age proposed by Dupuy et al. (2009). Also, weather-like phenomena in the BD atmosphere (Bailer-Jones & Mundt 1999; Goldman et al. 2008) could cause flux time-variability resulting in a higher dispersion of the $I - J$ color. This case may be explored with repeated monitoring observations of the object, which could be possibly conducted using the observational technique investigated here. Alternatively, stable differences in the surface cloud coverage or in the atmosphere dust properties could alter the measured $I - J$ index.

An additional hypothesis, related to dust in the neighborhood of HD 130948 BC system, could be formulated as the effect of stellar radiation scattered by a residual of dusty disk around the BD companion, with an increased efficiency of the phenomenon toward optical wavelengths (Kalas et al. 2007). Using modeling tools such as the *debris disk radiative transfer simulator*¹ (DDS, Wolf & Hillenbrand 2005), we were able to assess that a small-size “circum-brown dwarf” disk, with a $\sim 10^{-7} M_{\oplus}$ mass and composed of small ($\sim 0.2 \mu\text{m}$) grains confined in an ~ 2 AU region in radius around the BC companion, would produce a $I - J$ variation of ~ 0.2 mag towards bluer colors. However, the

¹ www1.astrophysik.uni-kiel.de/dds/

effective extent and geometry of such a disk can clearly not be constrained with these current data. More analytical and observational tests (e.g. focusing on searches for small mid-IR excess for this object) should indicate if such a compact dusty disk would survive in a relatively old multiple system, and how the binary nature of HD 130948 BC, with a ~ 2.2 AU semi-major axis (Dupuy et al. 2009), or even the interaction with the primary would dynamical sculpt the dust distribution into a circum-(substellar)binary (Artymowicz & Lubow 1994) and/or circum-(sub)stellar (Mathieu 2007) component. Note that whether this hypothesis is plausible or not the presence of a disk would not be uncommon in substellar objects (Zapatero Osorio et al. 2007; Luhman et al. 2009).

5. Conclusions

This work addresses the question of high contrast in optical speckle imaging in the context of substellar objects, in a spectral domain where conventional AO systems present modest performances for long-exposure imaging. We show that the lucky-imaging approach has a significant potential to detect faint and close companions to bright stars, which can be improved with an additional stage of post-processing based on the image wavelet transform. We successfully applied this approach for the first time to the system HD 130948 with a clear detection in the I_c filter of the BD binary companion HD 130948 BC at $\sim 2.5''$ using the 2.5-m NOT telescope, and without any coronagraphic system. The BD companion is spatially unresolved because of a too small physical separation (30 mas) at the time of our observations, which is below the telescope resolution at this wavelength. The relative contrast at this distance is estimated to $\Delta I = 11.30$ ($\sim 3.0 \times 10^{-5}$). At $1''$, the point-source detectability is estimated at $\Delta I \sim 10$ in the neighborhood of a bright star like HD 130948 A, making the proposed approach a powerful technique to obtain high-resolution and high-contrast photometry even with small class telescopes. Considering these results, we hopefully plan a positive extension of this approach to larger and AO-assisted medium class telescopes (Law et al. 2009) or eventually to coronagraphic imaging system. Alternatives to substellar programs could also be considered for science cases where optical imaging is an asset, as for instance for the search for white dwarf companions to bright stars.

Acknowledgements. L.L. is funded by the Spanish MICINN under the Consolider-Ingenio 2010 Program grant CSD2006-00070: first Science with the GTC (www.iac.es/consolider-ingenio-gtc). We wish to thank our anonymous referee who helped us to significantly improve the manuscript. Authors thank support astronomer R. Barrena and the IAC maintenance team. Based on observations made with the Nordic Optical Telescope in the Spanish Observatorio del Roque de los Muchachos of the IAC. This work made use of Yorick (www.maumae.net/yorick), and of the SIMBAD database operated at CDS, Strasbourg, France.

Appendix A: Comparison and details of different image processing algorithms

We employed three different algorithms to enhance the detection of HD 130948 BC. For all three options, the filters are applied recursively in order to improve the companion detection (~ 3 iterations, see below). These algorithms are:

- ★ a median box filter, $I = I - \text{median}(I, N)$, where N is the size of the median box filter, followed by a convolution with Gaussian kernel to filter out pixel noise;
- ★ an unsharp mask filter, $I = I - I * g$, where g is a Gaussian kernel, followed by pixel noise filtering;

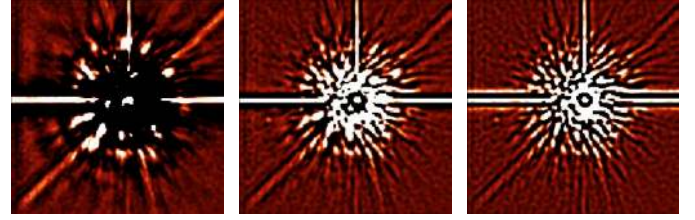


Fig. A.1. Effect of the recursivity in the image filtering process. This series shows our resulting filtered image of the HD 130948 system after one (left), two (center) and three (right) iterations of the wavelet algorithm used in this case.

★ a wavelet mask filter resulting from the wavelet transform of the image. As a multi-resolution decomposition of the original image, this transform provides a set of filtered images from which can be selected the best trade-off between the spatial resolution and the SNR. The basic algorithm used in this work is largely inspired from the wavelet “à trous” procedure written in C/Yorick language and part of the Yeti package (see www-obs.univ-lyon1.fr/labo/perso/eric.thiebaut/yeti.html). We apply to the dataset a the function $WT(a, \text{ORDER})$, where WT is the wavelet transform described hereafter in the one-dimensional case and extendable to the two-dimensional images for our work. The parameter ORDER gives the maximum degree of decomposition in the multi-resolution analysis. Below, i is the intermediate decomposition degree (also called order) and $1 \leq i \leq \text{ORDER}+1$. By applying the operation $b = WT(a, \text{ORDER})$, b becomes a cube of images of the same size as a and with its third dimension equal to $\text{ORDER}+1$, as explained hereafter. The image b_i of intermediate order i is given by

$$a_1 = a \quad (\text{A.1})$$

$$b_i = a_i - a_{i+1} \quad (\text{A.2})$$

$$a_{i+1} = T(a_i, \text{SCALE} = 2^{i-1}). \quad (\text{A.3})$$

T is a convolution operation by

$$a_{i+1}(p) = \sum_{-W \leq j \leq W} k(j + W + 1) \times a_i(p + j \times \text{SCALE}), \quad (\text{A.4})$$

where $\text{SCALE} = 2^{i-1}$. Integer p is the pixel number in the image, “SCALE” and W are the scaling factor and the half-size of the wavelet kernel k respectively (i.e. k has a length of $2 \times W + 1$ pixels in the one-dimensional case). From cube b we selected one filtered image at the optimal order, which represents the best trade-off between the necessary spatial resolution to detect the companion and a good SNR. If required, the selected filtered image becomes the input image a and the filtering process is run recursively, keeping the same value of the ORDER parameter and eventually selecting the same optimal intermediate order. The reason why this process is run recursively – or iteratively – is to achieve a higher level of suppression of remaining “low spatial frequency structures” in the image, as illustrated in the sequence of Fig. A.1. We verified empirically that there is generally no significant gain after a maximum of three iterations.

The wavelet kernel is support-limited and was empirically optimized for this work to a 5×5 pixels square (i.e. $W = 2$) with a two-dimensional distribution given by $[[1, 1, 1, 1, 1], [1, 3, 3, 3, 1], [1, 3, 8, 3, 1], [1, 3, 3, 3, 1], [1, 1, 1, 1, 1]]$.

In order to evaluate the effects of each algorithm, we created 10 fake companions with similar properties to HD 130948 BC

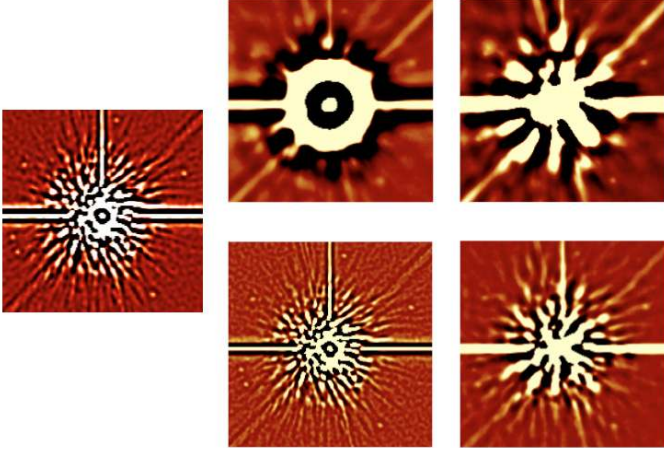


Fig. A.2. Comparison of the different algorithms used here. The intensity scale was optimized to detect the fake companions. Ten individual companions have been simulated for the tests. Only five are displayed here. All presented images have undergone three iterations of the tested filtering algorithms. *Left*: wavelet algorithm used in this work. *Upper-middle*: 20×20 pixels Gaussian kernel filtering followed by 3×3 Gaussian smoothing to remove pixel noise. *Lower-middle*: 5×5 pixels Gaussian kernel filtering followed by 3×3 Gaussian smoothing to remove pixel noise. *Upper-right*: 20×20 pixels median filtering followed by 3×3 Gaussian smoothing to remove pixel noise. *Lower-right*: 5×5 pixels median filtering followed by 3×3 Gaussian smoothing to remove pixel noise.

and radially distributed around HD 130948 A. As an additional test, this permitted us to discard possible algorithm artefacts that would have led to a false detection of HD 130948 BC.

The imaging results are shown in Fig. A.2. We initially implemented the two first algorithms using a kernel with a *FWHM* of 4–5 times the original PSF *FWHM*. In both cases this led to an excessive smoothing of the image preventing us from detecting all of the companions and in particular HD 130948 BC (see Fig. A.2, upper-middle and upper-right panel). Reducing the convolution kernel to a size comparable with the PSF *FWHM*

significantly improved the result, although the median box filter does not reach a satisfactory level. On the contrary, the iterative unsharp mask filtering using a smaller kernel permits us to detect all companions, included HD 130948 BC. This suggests that apart from the multi-resolution decomposition – which is useful to identify a close-to optimal kernel size – unsharp mask filtering is almost identical in terms of point-like source detectability to the wavelet filtering algorithm described above.

References

- Artymowicz, P., & Lubow, S. H. 1994, *ApJ*, 421, 651
 Bailer-Jones, C. A. L., & Mundt, R. 1999, *A&A*, 348, 800
 Bihain, G., Rebolo, R., Zapatero Osorio, M. R., Béjar, V. J. S., & Caballero, J. A. 2010, *A&A*, 519, A93
 Boccaletti, A., Moutou, C., Mouillet, D., Lagrange, A., & Augereau, J. 2001, *A&A*, 367, 371
 Bouy, H., Duchêne, G., Köhler, R., et al. 2004, *A&A*, 423, 341
 Burgasser, A. J., Kirkpatrick, J. D., & Lowrance, P. J. 2005, *AJ*, 129, 2849
 Dahn, C. C., Harris, H. C., Vrba, F. J., et al. 2002, *AJ*, 124, 1170
 Dupuy, T. J., Liu, M. C., & Ireland, M. J. 2009, *ApJ*, 692, 729
 Geißler, K., Chauvin, G., & Sterzik, M. F. 2008, *A&A*, 480, 193
 Goldman, B., Cushing, M. C., Marley, M. S., et al. 2008, *A&A*, 487, 277
 Goto, M., Kobayashi, N., Terada, H., et al. 2002, *ApJ*, 567, L59
 Kalas, P., Fitzgerald, M. P., & Graham, J. R. 2007, *ApJ*, 661, L85
 Kirkpatrick, J. D., Reid, I. N., Liebert, J., et al. 2000, *AJ*, 120, 447
 Kirkpatrick, J. D., Cruz, K. L., Barman, T. S., et al. 2008, *ApJ*, 689, 1295
 Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
 Law, N. M., Hodgkin, S. T., & Mackay, C. D. 2006a, *MNRAS*, 368, 1917
 Law, N. M., Mackay, C. D., & Baldwin, J. E. 2006b, *A&A*, 446, 739
 Law, N. M., Mackay, C. D., Dekany, R. G., et al. 2009, *ApJ*, 692, 924
 Liebert, J., & Gizis, J. E. 2006, *PASP*, 118, 659
 Liu, M. C., Fischer, D. A., Graham, J. R., et al. 2002, *ApJ*, 571, 519
 Luhman, K. L., Mamajek, E. E., Allen, P. R., & Cruz, K. L. 2009, *ApJ*, 703, 399
 Marley, M. S., Seager, S., Saumon, D., et al. 2002, *ApJ*, 568, 335
 Mathieu, R. D. 2007, in *IAU Symp.* 243, ed. J. Bouvier, & I. Appenzeller, 315
 Oscoz, A., Rebolo, R., López, R., et al. 2008, in *SPIE Conf.*, 7014
 Potter, D., Martín, E. L., Cushing, M. C., et al. 2002, *ApJ*, 567, L133
 Stassun, K. G., Mathieu, R. D., & Valenti, J. A. 2006, *Nature*, 440, 311
 Valenti, J. A., & Fischer, D. A. 2005, *ApJS*, 159, 141
 Wolf, S., & Hillenbrand, L. A. 2005, *Comput. Phys. Commun.*, 171, 208
 Zapatero Osorio, M. R., Lane, B. F., Pavlenko, Y., et al. 2004, *ApJ*, 615, 958
 Zapatero Osorio, M. R., Caballero, J. A., Béjar, V. J. S., et al. 2007, *A&A*, 472, L9

IV.g. Imágenes visibles de alta resolución del centro del cúmulo globular M15 con FastCam

Otro resultado con FastCam, de nuevo publicado en MNRAS, tenía que ver con nuestras investigaciones del centro del cúmulo globular M15. Los datos proceden del NOT.

Resumen:

Se presentan imágenes de alta resolución en la banda I del núcleo del cúmulo globular M15 obtenidas con el Telescopio Óptico Nórdico de 2,5 m con FastCam, un instrumento basado en un detector L3CCD de bajo ruido de lectura. Se usaron bajos tiempos de exposición (30 ms) para grabar 200 000 imágenes (512×512 píxeles cada una) durante un período de 2 horas 43 minutos. La técnica de *Lucky Imaging* se aplicó a continuación para generar una imagen final del centro del cúmulo con $\text{FWHM} \sim 0''.1$ y $13'' \times 13''$ de FoV. Se obtuvo un catálogo de objetos de esta región con una magnitud límite de $I = 19.5$. Se presentan fotometría en banda I y astrometría para 1181 estrellas. Éstas son las observaciones en banda I más profundas del cúmulo de M15 con esta resolución espacial. Las simulaciones muestran que el amontonamiento está limitando la completitud del catálogo. En longitudes de onda más cortas se ha informado de un número similar de objetos usando observaciones HST/WFPC del mismo campo. La confrontación con los catálogos del HST disponibles nos permitieron producir diagramas color-magnitud en los que identificamos nuevos candidatos a estrellas *Blue Straggler* así como estrellas de este tipo previamente conocidas.

High-resolution optical imaging of the core of the globular cluster M15 with FastCam

Anastasio Díaz-Sánchez^{1*}, Antonio Pérez-Garrido¹, Isidro Villó¹, Rafael Rebolo^{2,3,4}, Jorge A. Pérez-Prieto^{2,4}, Alejandro Oscoz^{2,4}, Sergi R. Hildebrandt^{2,4,5}, Roberto López^{2,4}, and Luis F. Rodríguez^{2,4}

¹*Universidad Politécnica de Cartagena, Campus Muralla del Mar, Cartagena, Murcia E-30202, Spain*

²*Instituto de Astrofísica de Canarias, C Vía Láctea s/n, E-38205, La Laguna, Spain*

³*Consejo Superior de Investigaciones Científicas, Spain*

⁴*Departamento de Astrofísica Universidad de La Laguna, La Laguna, Spain*

⁵*California Institute of Technology, 1200 E. California Blvd. Pasadena 91125 USA*

ABSTRACT

We present high-resolution *I*-band imaging of the core of the globular cluster M15 obtained at the 2.5 m Nordic Optical Telescope with FastCam, a low readout noise L3CCD based instrument. Short exposure times (30 ms) were used to record 200000 images (512 x 512 pixels each) over a period of 2 hours 43 min. The lucky imaging technique was then applied to generate a final image of the cluster centre with FWHM $\sim 0''.1$ and $13'' \times 13''$ FoV. We obtained a catalogue of objects in this region with a limiting magnitude of $I = 19.5$. *I*-band photometry and astrometry are reported for 1181 stars. This is the deepest *I*-band observation of the M15 core at this spatial resolution. Simulations show that crowding is limiting the completeness of the catalogue. At shorter wavelengths, a similar number of objects has been reported using HST/WFPC observations of the same field. The cross-match with the available HST catalogues allowed us to produce colour-magnitude diagrams where we identify new Blue Straggler star candidates and previously known stars of this class.

Key words: globular cluster: individual (M15) – instrumentation: high angular resolution – techniques: photometry – stars: blue stragglers – stars: variables: RR Lyrae – stars: variables: Cepheids – stars: binaries: close

1 INTRODUCTION

The cores of globular clusters contain a very dense stellar population reaching up to 10^6 stars pc^{-3} . They are test laboratories for studying the dynamics in dense environments and provide crucial information on the evolution of the cluster. Encounters and direct collisions between core cluster stars are highly probable leading to a variety of exotic species of stellar objects such as close interacting binaries, pulsars, x-ray sources and Blue Stragglers (BS). The globular cluster cores are also potential hosts of intermediate mass black holes (McNamara et al. (2003)), which may be revealed by the dynamics of the stars in their very inner regions. Resolving the core stellar population is required to establish the existence and determine the mass of any central compact object. Studies of the stellar populations in the globular cluster most inner regions have been conducted

in the optical using the Hubble Space Telescope (see e.g. Yanny et al. (1994), Guhathakurta et al. (1996)) and in the near infrared using Adaptive Optics systems in ground based telescopes (see e.g. Davidge & Courteau (1999)).

M15 is one of the oldest and most massive globular clusters with an unusually compact core and a high central velocity dispersion (McNamara et al. (2003)). This cluster is particularly suitable to investigate the presence of a massive central compact object. High-resolution observations of the M15 core have already been obtained by Yanny et al. (1994) with the HST/PC camera with the filters F336W, F555W and F785LP (*UVI* bands) and by Ferraro & Paresce (1993) using F140W, F220W and F342W filters and the HST/FOC camera. These early data were taken with aberrated optics and it was difficult to perform accurate photometry of the core stars. After post-repair HST took images of the core with the HST/WFPC2 with the filters F336W, F439W and F555W (*UBV* bands) (Guhathakurta et al. (1996)), and more data in the *V* band were reported by McNamara et al.

* E-mail: andiaz@upct.es

(2003). High resolution optical images using adaptive optics in the Canada-France-Hawaii Telescope have been reported by Gebhardt et al. (2000). Piotto et al. (2002) and van der Marel et al. (2002) also performed independent photometry of the data taken by Guhathakurta et al. (1996) and in particular, the catalogue by Piotto et al. (2002) has been used to study Blue Straggler stars by Moretti et al. (2008). The inner region of M15 has been studied more recently using deep FUV F140LP and NUV F220W images obtained with the HST/ACS camera (Dieball et al. (2007)) which show the presence of horizontal branch stars, blue stragglers and white dwarfs.

The development of fast readout very low noise L3CCD detectors has opened the possibility of obtaining high-resolution images of the cores of globular clusters using ground based telescopes and the lucky imaging technique (Law et al. (2006)). Here we present lucky imaging observations in the I-band of the core of the globular cluster M15 obtained with FastCam (Oscos et al. (2008)) at the 2.5m Nordic Optical Telescope. We report *I*-band photometry for 1181 sources in a radius of ~ 6.5 arcsec from the centre of M15 and compare with available stellar catalogues from HST. We find that the lucky imaging technique provides reliable photometric measurements for stars in crowded fields. We take advantage of this technique to study known variable stars and to search for new objects in the core. The same instrument was used recently to obtain high contrast optical imaging of substellar companions (Labadie et al. (2011)) and combined with adaptive optics to produce high precision astrometry of a brown dwarf binary (Femenía et al. (2011)).

2 OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

Observations were obtained on the night of 2008 July 25 with the FastCam instrument on the 2.5-m Nordic Optical Telescope using the *I*-band filter (820 nm) which matches the Johnson-Bessell system. FastCam was equipped with a 512×512 pixels L3CCD from Andor Technology. The optics was designed to provide a spatial scale of about 30 mas/pixel which was later determined accurately via comparison with available HST astrometry for M15 stars and using visual binaries from the Washington double star catalogue (Mason et al. (2001)). We pointed the telescope to the centre of M15 (R.A. = $21^h 29^m 58^s.3$ and Dec = $12^\circ 10' 1''$) and collected 200 series (“cubes”) of 1000 images each with individual exposures of 30 ms. These 200000 images were obtained during 2 hours 43 min of real observing time. The average seeing during this observing period was ~ 0.65 arcsec as measured in the final *I*-band image (combining all of the *I*-band images without applying the shift-and-add algorithm).

We made the raw data reduction in two steps. First, we selected the best 70 images of each cube (7% of the total) as follows. We defined a circular region on the first image of a cube with a 45 pixels diameter ($1''.3$), centred in the brightest star (ID 6290 in reference van der Marel et al. (2002), it is marked with a yellow circle on the left panel of figure 1) near the centre of the field. This star was always the brightest available within this circular region. We checked that in all the images the reference star was present within this region. Then we identified the brightest pixel within this region for each image. We selected the 70 images with the

highest values of the brightest pixel (i.e. 7 % of the total). We determined the position of the brightest pixels and applied a shift-and-add algorithm to these selected images and generated one final image per cube. Our shift-and-add algorithm employs integral pixel shifts (sub-pixel shifts provide a slight improvement of order 5 % of the FWHM of the final image with respect the case of integer shifts). In this way, we obtained 200 images with an effective integration time of 2.1 s each. This procedure was carried out for different percent criteria and found that the best compromise between sensitivity and spatial resolution was achieved by selecting a fraction of images in the range 5-10%, therefore we adopted the 7% criterion.

As a second step we took a reference image from these 200 images and defined a new circular region of 45 pixels of diameter centred in the previous bright star. Those images where the selected bright star was out of this region were ruled out in order to avoid too large shifts for the final combined image. Only two images were ruled out of 200. Then we applied the shift-and-add algorithm again and obtained a final image of 512×512 pixels. Only in the central 422×422 pixels there is an effective integration time of 415.8 s, due to the maximum shift applied to the images ($512 - 2 \times 45$ pixels). This central field is shown on the left panel of figure 1 and we will focus on this region to carry out the photometric work. On the right panel we display observations of the same field with HST/WFPC2 (central chip) in the F555W (V) filter (Guhathakurta et al. (1996)).

3 ANALYSIS

In Fig. 2, we show the profile of 14 relatively isolated stars in our image. Each stellar profile is normalised and a PSF template is built with a shift-and-add algorithm at sub-pixel scales, each pixel of the PSF template is shown with a point in the figure. We note the presence of a remarkable narrow core and an extended halo. This is the characteristic profile of stars in images obtained using the lucky imaging technique as described in previous work (Baldwin et al. (2008)). The FWHM of the average normalised PSF in our final image is $0''.1$ very close to the diffraction limit of $0''.084$ of the telescope at the wavelength of the observations. The normalised light profiles for two stars are shown in figure 3, the profile marked with red circles belongs to a star at a distance of $2''.2$ from the star that was used for image alignment and the profiles marked with crosses ($\times$) belongs to a star at a distance of $5''.1$. There are slight differences between the two which may indicate a modest amount of anisoplanicity and that the dominant turbulent layer at the time of the observations was probably at very low altitude. It should be pointed out that the stars are not perfectly round. We do not have an obvious explanation for this, in particular it could be related to guiding issues which may be at play.

3.1 Detection of stars

In order to carry out the detection of objects in our final image we applied a derivative filter to the whole image, we used the Laplacian of Gaussian filter, often called “mexican hat”, which works efficiently in dense stellar fields (Debray et al. (1994)),

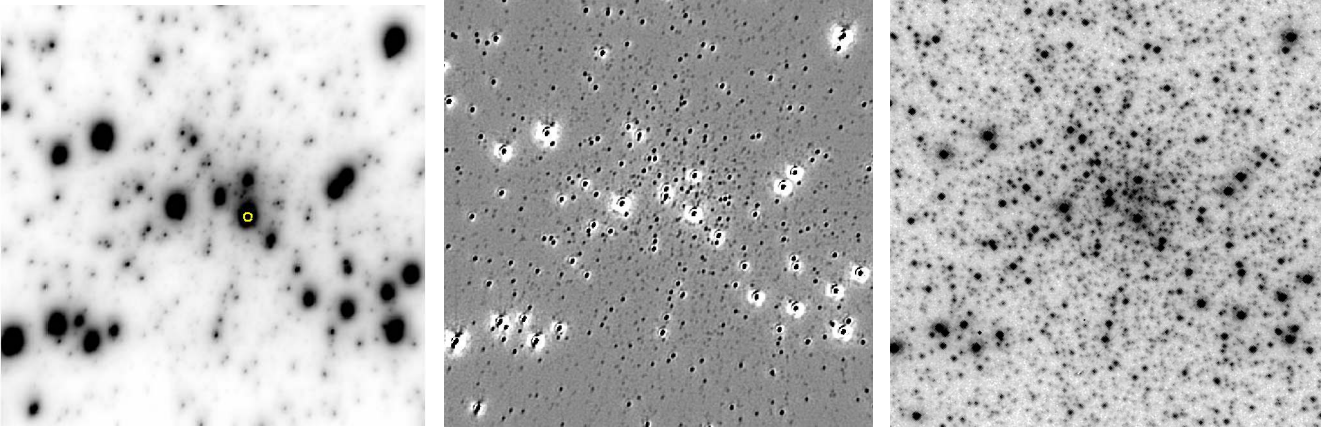


Figure 1. FastCam image of the central region of M15 (left panel) obtained using the lucky imaging technique, the yellow circle shows the location of the star that was used for image alignment. The scale plate is $0''.031 \text{ pixel}^{-1}$, and the field of view is $13''.16 \times 13''.16$. The same image after convolution with a “mexican hat” kernel to improve the detectability of point sources (central panel). HST/WFPC2 (central chip, from Guhathakurta et al. (1996)) in the F555W filter (right panel). North is up and east to the left for all the images. They are displayed using a square-root stretch.

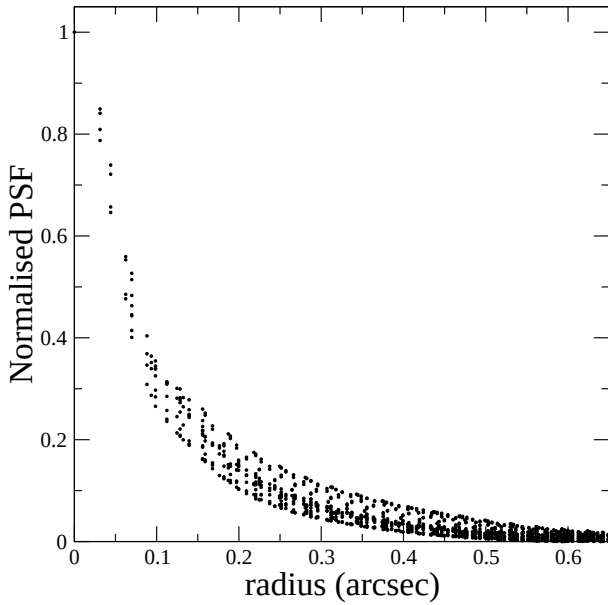


Figure 2. The average of the light profile of the 14 relatively isolated stars in our image. Here the light profile of each star is normalised and a PSF template is formed with a shift-and-add algorithm at sub-pixel scales, each pixel of the PSF template is shown with a point in the figure.

$$MH(x, y) = \frac{1}{2\pi\sigma_m^4} \left(2 - \frac{x^2 + y^2}{\sigma_m^2} \right) \exp \left(-\frac{x^2 + y^2}{2\sigma_m^2} \right), \quad (1)$$

where σ_m controls the width of the Gaussian and x, y determine the coordinates of the pixel. In the image convolved with the “mexican hat” (with $\sigma_m = 1$ pixel), the peaks are enhanced and the saddle points approach the background, so the detectability of the sources is definitely improved.

The local maxima are detected on the convolved image using a threshold, set at 3 times the standard deviation of the background determined in the less crowded part of the image. In order to measure this background we divided

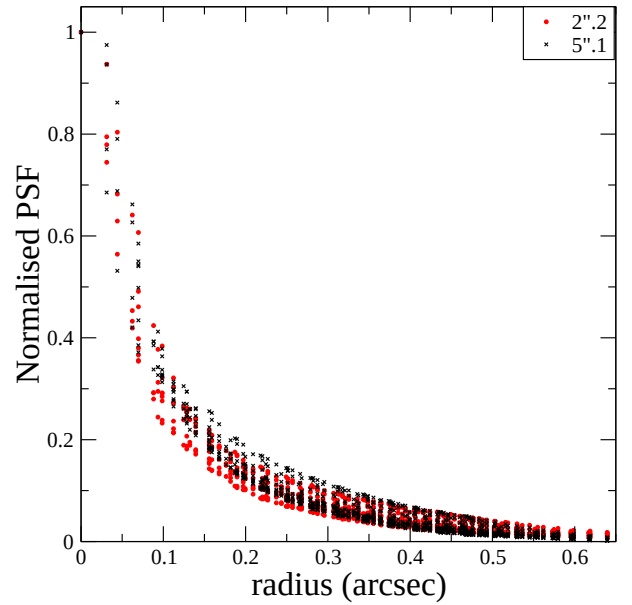


Figure 3. The normalised light profiles for two stars: the profile with red circles belongs to a star at a distance of $2''.2$ from the star that was used for image alignment and the profiles marked with crosses ($\times$) belongs to a star at a distance of $5''.1$. Each point in the figures represents a pixel.

the image into squares of 24×24 pixels and measured the standard deviation for each. The lowest of these values was adopted as the standard deviation (σ) of the less crowded part of the image. We note that no region was completely free of sources. We determined the local maxima by comparison of each pixel with its 8 neighbours. In this way we generated a list of potential objects with their positions determined as the centroid of a box of 3×3 pixels centred around each maximum. On the central panel of figure 1 we can see the resulting convolved image. 1682 objects were detected in this image of 422×422 pixels ($13.16 \times 13.16 \text{ arcsec}^2$). Only a very small fraction are false detections.

3.2 Cross-match with HST/WFPC2 data

The spatial scale of the image was obtained from a cross-match with the available HST/WFPC2 catalogue by van der Marel et al. (2002) as described below. We first made a linear transformation of the catalogue into our list and identified 762 common pairs with $V < 19$ within a tolerance of 2 pixels of FastCam. We improved the number of matches among the two datasets using a second order transformation from the x - y plane in our image to the $\Delta R.A.$ - $\Delta Dec.$ plane of the catalogue. The transformation equations modelled a zero point difference, a scale change, a rotation, a tilt, and second order distortion corrections. These transformations include 12 unknown coefficients that are solved using a least squares method

$$\Delta R.A. = a + b\Delta x + c\Delta y + d(\Delta x)^2 + e\Delta x\Delta y + f(\Delta y)^2, (2)$$

$$\Delta decl. = a' + b'\Delta x + c'\Delta y + d'(\Delta x)^2 + e'\Delta x\Delta y + f'(\Delta y)^2, (3)$$

with $\Delta R.A. = R.A. - R.A._{cent}$, $\Delta decl. = decl. - decl._{cent}$, $\Delta x = x - x_{cent}$ and $\Delta y = y - y_{cent}$, where $R.A._{cent}$, $decl._{cent}$, x_{cent} and y_{cent} are taken from the object nearest to the centre in our image.

Using the initial list of 762 matched objects with $V < 19$ we found the transformation coefficients using least squares. These coefficients were used to compute the positions of our objects in the $\Delta R.A.$ - $\Delta Dec.$ plane. For each object in our list, we determined distances to the objects in the HST catalogue, the minimum of these distances determines the correlation length for the object. We assume that a FastCam object can be matched with an HST object when the correlation length is smaller than 0.046 arcsec (1.5 pixels). We removed from the original list used for the transformation objects with correlation length larger than 0.046 arcsec and $V < 19$ and performed an iterative process until we obtained a collection of FastCam objects which all have a correlation length smaller than such value. The final list of objects used to calculate the coefficients of the transformations have 770 objects with $V < 19$ distributed uniformly over the whole image. Then we used these transformations to cross-match the 1682 objects found by FastCam with objects in the catalogue of reference van der Marel et al. (2002) and finally selected those with a correlation length smaller than 0.046 arcsec, which corresponds to 1 pixel in the central chip of HST/WFPC2 van der Marel et al. (2002). We obtained 1481 matched stars and 201 unmatched, we note that these unmatched stars include some potential false detections in the FastCam image.

In the catalogue given by van der Marel et al. (2002) and obtained from the images presented in Guhathakurta et al. (1996), there are 3015 objects in the field observed by FastCam. These authors used a combined F336W, F439W and F555W image (UBV bands) to detect stars and added manually faint stars with peak brightness below the detection threshold of the DAOPHOT/FIND routine. From the same set of observations but using only the B and V images Piotto et al. (2002) detected 2221 objects in this field. We can increase the number of detections in our image by decreasing the threshold used in subsection 3.1 to detect local maxima. For a 2σ threshold we obtain 1911 objects matched with the catalogue by van der Marel et al. (2002) and 384 unmatched; and at 1σ , we obtain 2275 matched and 1452 unmatched objects. In this work we restrict the

study to the 1682 objects detected at 3σ level. We removed the false detections among the 201 unmatched objects by visual inspection and concluded that 46 out of these 201 were true stars, which included both new stars non reported by van der Marel et al. (2002) and stars with too large uncertainty in the measured positions to perform a reliable correlation. For 41 of these stars the difference between the centroid position and the location of the maximum signal in the convolved image was more than 1 pixel. This difference is mainly caused by the presence of a brighter contaminating star in the vicinity. There are 5 unmatched stars. Finally, we verified that the transformation coefficients associated with tilt and second order distortion corrections were negligible, and therefore using a linear transformation was sufficient to determine a plate scale of 31.18 ± 0.03 mas/pixel for the FastCam image.

3.3 Photometry

In order to perform photometry we use the technique adopted by Guhathakurta et al. (1996) which incorporates a set of standard DAOPHOT routines. Firstly we construct an empirical PSF by iteration. In each iterative step we construct a PSF template of radius 22 pixels by averaging 14 bright and relatively isolated stars. Then we remove the neighbours of these stars using the PSF template from the previous iteration and calculate again the PSF template of these stars. In each iteration the quality of the PSF is improved because the neighbours are removed with increasing precision, convergence is reached after five iterations. From all the template functions tested the penny2 function which vary linearly with the image position provides the best approximation to the actual PSF. The penny2 function is a Gaussian core with a Lorentzian profile, in which both components can be tilted. Then the final PSF template is fitted to all stars detected on the FastCam image with the ALL-STAR routine in DAOPHOT. Due to the difficulty to find relatively isolated stars on the image, the PSF subtraction does not work perfectly and the stars are not subtracted completely. This is because the PSF used for subtraction of the flux of neighbour stars is determined locally using the brightest, nearest stars, but sometimes there are no bright stars which can help to define the local PSF with very good S/N and therefore the correction may not be perfect. This prevents to carry out direct PSF photometry in our image. Therefore, in order to obtain accurate photometry we followed the hybrid method described by Guhathakurta et al. (1996) which combines direct aperture photometry and PSF fitting. This method works as follows: we take a star from our list of objects and subtract the PSF to each neighbouring star within a 44 pixel radius (two times the radius of the region used to calculate the PSF). Then aperture photometry is obtained for the star using a circular aperture of radius 2.5 pixels (0,078 arcsec) with a local sky background measured in a surrounding annulus. This procedure was repeated for each detected target and obtained instrumental magnitudes, I_{fc} .

3.4 Photometric calibration

The instrumental I_{fc} magnitudes were converted to the Johnson I standard system using stars in the catalogue

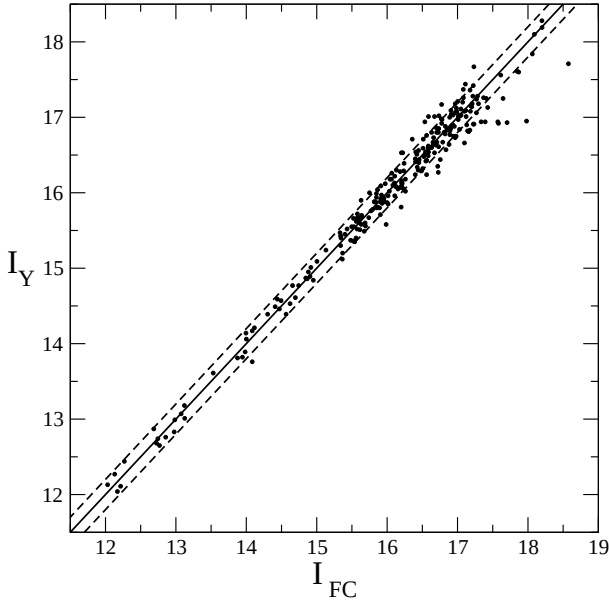


Figure 4. Calibrated FastCam magnitude (I_{FC}) vs. Yanny et al. (1994) magnitude (I_Y) for the 269 stars in common. Dashed lines are the $\pm 2\sigma$ dispersion, stars within the region defined by dashed lines are chosen for the zeropoint calibration.

by Yanny et al. (1994). These authors had transformed their *F785LP* instrumental magnitudes to Johnson *I* system (Johnson (1966)) and we directly adopted their *I* magnitudes. We correlated with this catalogue using the algorithm described in subsection 3.2 and obtained 269 stars in common. The zeropoint of the calibration was obtained via an iterative process using only 219 stars in the magnitude range 12–18. The transformation was found to be linear and no colour term was found to be significant (figure 4).

The number of FastCam detected stars in 0.25 mag bins as a function of *I* magnitude is represented in figure 5. We can see that this number increases until the 19–19.25 mag bin, and reach stars as faint as $I \approx 21.5$. We removed 82 stars from our catalogue which had false photometry due to their proximity to much brighter stars. Our catalogue provides *I*-band photometry of 1181 stars with $I \geq 19.5$, they are ordered from low to high *I* magnitude and it is presented in its entirety in the electronic edition of MNRAS. For reference the first 10 entries are listed in table 1. Col. (1) is the ID number of the star. Cols. (2) and (3) give positions (R.A., Dec.) of each star, measured in arcseconds with respect to star AC211 with coordinates given by Kulkarni et al. (1990). Col. (4) gives the *I* magnitude obtained with FastCam and cols. (5) and (6) the *V* magnitude and the corresponding ID from the van der Marel et al. 2002 catalogue.

3.5 Photometric accuracy

In order to investigate the statistical errors of the photometry in the final FastCam image, we bin the series of 200 images into combinations of 40 images each and perform the same photometric analysis described above. We therefore obtain the photometry for each star in our catalogue which is bright enough to be detected in each of the 5 images. Figure 6 shows the standard deviation of the 5 measurements as

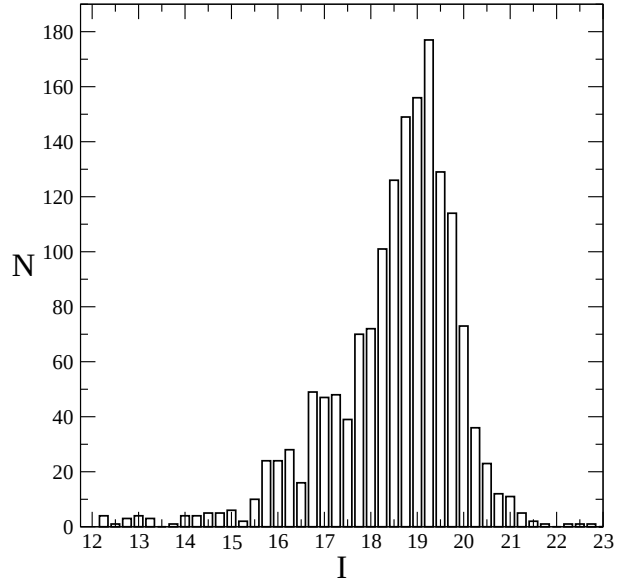


Figure 5. Number of stars found with FastCam in 0.25 mag bins as a function of the *I* magnitude.

Table 1. FastCam *I*-band catalogue of the M15 core

ID (1)	Δ R.A. (2)	Δ dec. (3)	<i>I</i> (4)	<i>V</i> (5)	ID _{VM} (6)
1	4.387	-0.053	12.03	13.369	4113
2	2.101	-2.216	12.13	13.696	5469
3	7.188	-6.430	12.17	13.605	5166
4	-4.717	2.919	12.21	13.352	6041
5	-0.110	-2.527	12.27	13.743	6290
6	-2.850	-1.718	12.69	13.977	6947
7	-5.211	-4.359	12.72	13.900	8408
8	5.711	-0.607	12.74	14.072	3891
9	-4.681	-6.160	12.77	13.870	8777
10	4.732	-6.416	12.85	13.952	5956

Notes. – Table 1 is presented in its entirety in the electronic edition of MNRAS. The first 10 entries of the *I*-band FastCam photometric catalogue described in the text are shown here for guidance regarding its form and content. The full catalogue contains 1181 stars. Col. (1) is the ID number of the star. Cols. (2) and (3) give coordinates (R.A., Dec.) for each star, measured in arcseconds with respect to the M15 cluster star AC 211 (which according to Kulkarni et al. (1990) has R.A.= $21^h29^m58^s.310$ and Dec= $12^\circ10'02''.85$). Col. (4) gives the *I* magnitude obtained with FastCam and cols. (5) and (6) the *V* magnitude and the corresponding ID from the van der Marel et al. (2002) catalogue.

a function of stellar magnitude. In the magnitude range 12–15 the statistical errors are below 0.05 mag. In the plot we mark stars that are known to be variable (see section 4). In the final combined image we expect these statistical errors to decrease significantly and the final error to be dominated by the systematic effects resulting from the variation of the PSF with position in the image and the residual contamination of poorly subtracted neighbouring stars.

In order to study the impact of systematic errors we simulate stars using the previous PSF template obtained with the penny2 function which vary linearly with the posi-

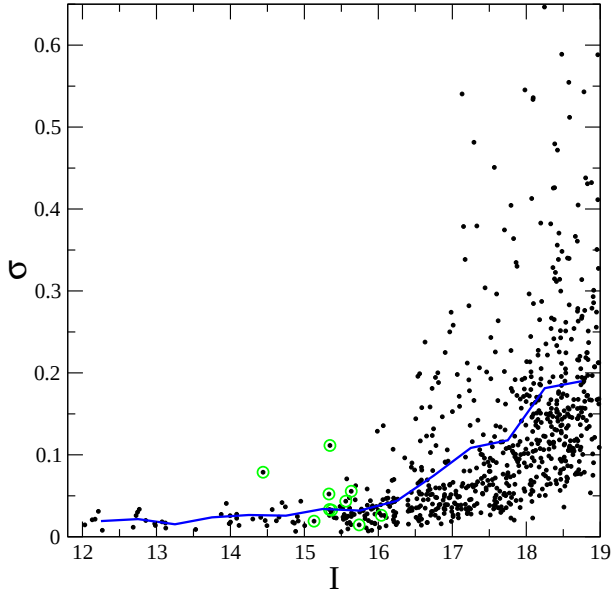


Figure 6. Dispersion of the individual photometry of each star versus mean I magnitude, for the 5 photometric measurements of combinations of 40 images as explained in the text. Variable stars from reference Dieball et al. (2007) are denoted by green circles.

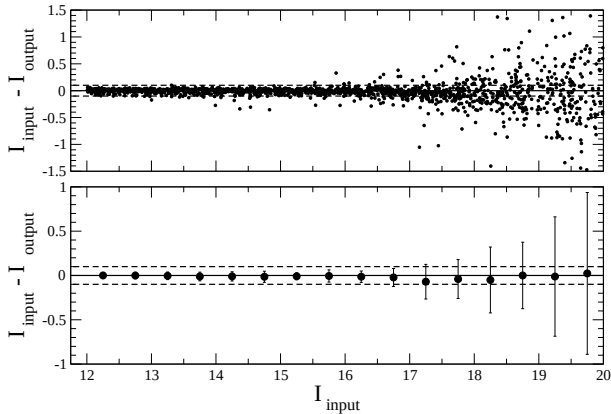


Figure 7. Photometric errors vs. I magnitude as inferred from simulations. The top panel displays the difference between the input simulated magnitude and the output measured magnitude for each star as a function of magnitude. On the bottom panel the mean value and the dispersion for each 0.5 mag bin (each simulated image) are shown.

tion in the image. The stars are simulated in different positions on a 422×422 pixels image with initial zero background using standard DAOPHOT routines. We perform aperture photometry using a circular aperture of radius 2.5 pixels and find that the average difference between the measured and simulated magnitudes is less than 0.015 mag independent of the simulated stars. Such differences are smaller than the statistical error and could be caused by a non-perfect adequacy of the PSF template due to spatial variability.

Errors associated to crowding were investigated simulating stars of a given magnitude with a spatially constant PSF template. We explored the magnitude range $I=12$ to 20 mag simulating 100 stars for each step of 0.05 mag. In total, 16 images were generated each containing simulated stars of

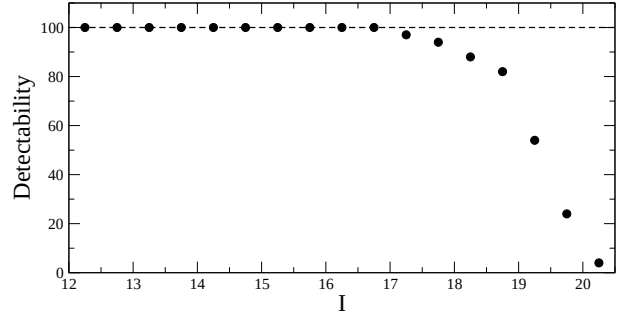


Figure 8. Detectability of stars in our final image vs I magnitude as inferred from the simulations. 100 stars were simulated at each 0.5 mag bin. The dashed line is the 100 % detectability curve.

a given magnitude distributed uniformly on the final Fast-Cam image with a minimum imposed separation of 4 pixels from any two stars (85% of the stars detected by FastCam have their nearest neighbours beyond 4 pixels and our detection algorithm only consider stars with separation larger than 3 pixels). Stellar magnitudes were then measured in these images using the hybrid method described above. In the top panel of figure 7 we see the difference between the input and the output measured magnitudes for the simulated stars as a function of input magnitude. At the bottom panel of this figure we show the mean value and the dispersion for each magnitude bin. We conclude that there is no obvious bias in our photometric measurements associated to crowding. For the brightest objects the contribution of crowding to the photometric error appears to be less than 0.04 mag while for objects of magnitude $I = 18$ is of order 0.2 mag. Therefore, in our final image errors associated to crowding are similar to the statistical errors for $I \lesssim 18$.

We also give in figure 8 the number of stars detected in the simulated images for each magnitude bin. For instance, in the 18.5-19 mag bin more than the 80% of the objects originally included in the simulation were detected by the algorithm described in subsection 3.1, and for the 19-19.5 mag bin more than 50% were still detected. To our knowledge this is the deepest and more complete high spatial resolution I -band observation of the M15 core reported so far.

We also used the previous set of simulations to investigate any possible bias in our astrometry measurements. The difference between the input and recovered position for each artificial star in the simulated images is plotted at the top panel of figure 9 in milliarcseconds. The positions are measured by the method described in subsection 3.1. The mean value and the dispersion for each bin are shown at the bottom panel of figure 9.

4 STELLAR POPULATIONS IN THE CORE OF M15

Figure 10 displays the colour-magnitude diagram (CMD) I vs. $U-V$ for the 1312 stars cross-matched with the catalogue of van der Marel et al. (2002) and with $I < 20$. We note the main-sequence turnoff at $I \approx 19$. The CMD V vs. $U-I$ shown in figure 11 offers the advantage of a long colour baseline resulting in a more clear separation of the various types of stars. These are denoted in the figure with different

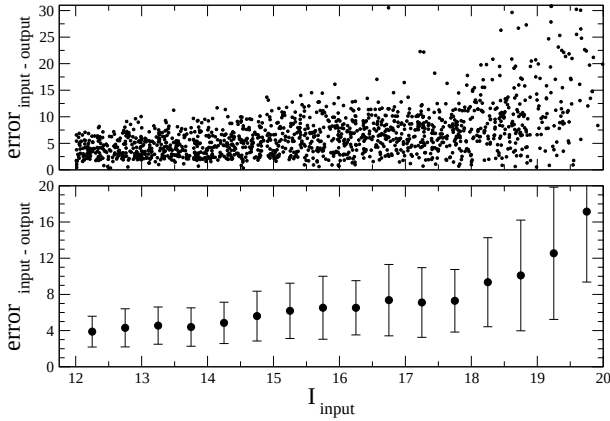


Figure 9. Position errors (in milliarcseconds) versus I magnitude of stars as recovered from the simulations. The top panel displays the difference in position between the input and the recovered value from the simulated images. In the bottom panel we show mean values and dispersions for stars in each 0.5 mag bin.

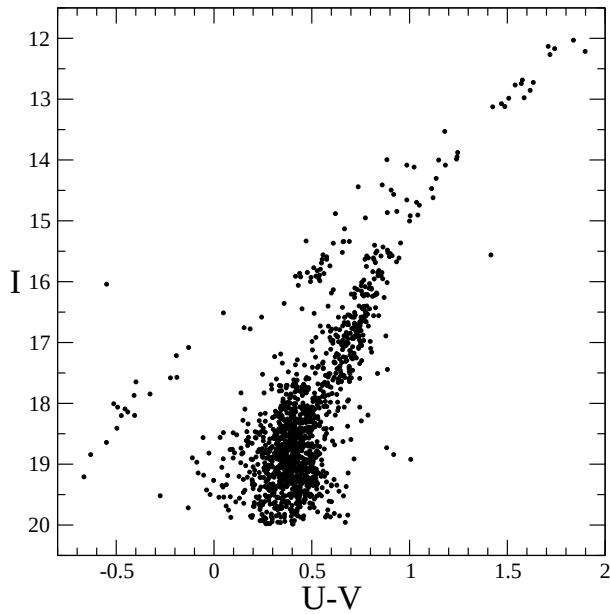


Figure 10. Colour-magnitude diagram I vs. $U - V$. The I -band magnitude is from FastCam, U and V magnitudes are from van der Marel et al. 2002. There are 1312 objects correlated between both catalogues with $I < 20$.

symbols: blue stragglers ($\square$, BS), bright red giant branch (∇ , Bright RGB), (red) horizontal branch ($\times$, HB) and blue horizontal branch ($+$, BHB). The colour criteria used to assign the various stellar types have been adopted according to Yanny et al. (1994) and are not strict. Number counts for the various types of stars found in the FastCam final full image are given in column 2 of table 2. For comparison with Yanny et al. (1994) we also list in columns 3 and 4 the number counts for $r < 5.6$ arcsec obtained in this work and by these authors. We find no significant differences between the two. The CMD I vs. $V - I$ is also shown in figure 12. Among the various types of stars that populate the core of M15 we have identified:

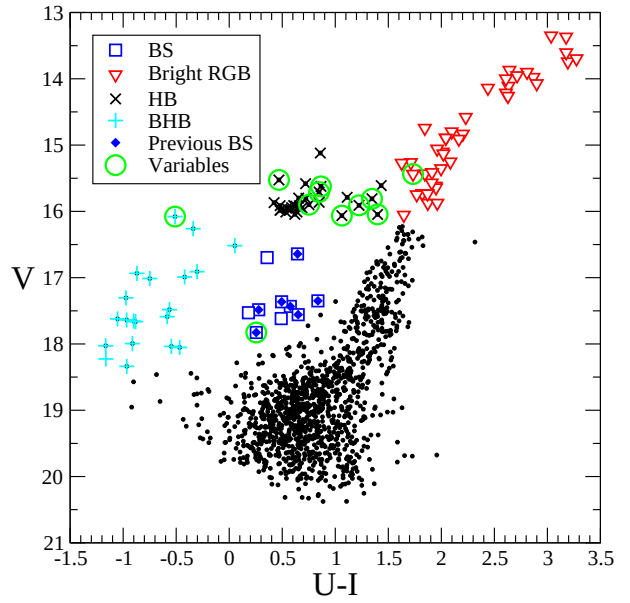


Figure 11. Colour-magnitude diagram V vs. $U - I$ for the M15 core stars. I -band magnitudes are from FastCam (this work), U and V magnitudes are from HST (van der Marel et al. (2002)). Blue stragglers (BS), bright red giant branch (RGB), (red) horizontal branch (HB) and blue horizontal branch (BHB). Blue straggler stars given in previous references are marked with filled diamonds. Variable stars are taken from Dieball et al. (2007). AC 211 is the variable star in the BHB zone.

Table 2. Counts of various stellar types.

Stellar type	Counts	Counts	Counts
		($r < 5''.6$)	($r < 5''.6$) (Yanny et al. (1994))
Bright RGB	40	26	25
HB	29	22	18
BS	10	7	7
BHB	20	12	12

4.1 Blue straggler stars

Blue straggler (BS) stars have bluer colours and are brighter than main sequence turnoff stars in globular clusters. The BS stars are frequently located in the densest regions of globular clusters where crowding makes difficult their identification. Previous work on M15 core stars has produced BS candidates selected on the basis of CMDs in the the far-ultraviolet Ferraro & Paresce (1993), I vs. $U - V$ Yanny et al. (1994) or V vs. $B - V$ (Moretti et al. (2008) using the data in Piotto et al. (2002)). Previously known blue stragglers are marked in figure 11 with filled diamonds.

In table 3 we list the BS stars found in the present work and in Yanny et al. (1994); Moretti et al. (2008). Column one gives the ID number in our catalogue, the following three columns list the BS status according to each reference, and the last column gives some comments. The horizontal lines separate the previously known BS stars (upper part), new BS stars identified in this work (middle) and BS star candidates in previous works which are not confirmed as such here (bottom section).

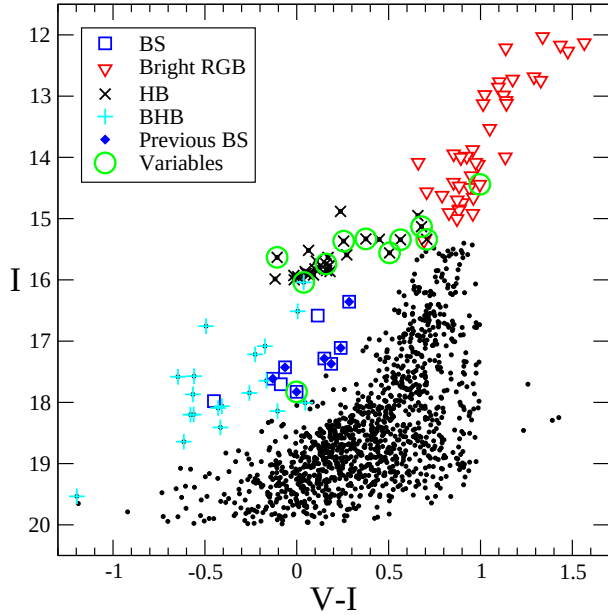


Figure 12. Colour-magnitude diagram I vs. $V - I$ for the M15 core stars. I -band magnitudes are from FastCam (this work), V magnitudes are from HST (van der Marel et al. (2002)). Blue stragglers (BS), bright red giant branch (RGB), (red) horizontal branch (HB) and blue horizontal branch (BHB). Blue straggler stars given in previous references are marked with filled diamonds. Variable stars are taken from Dieball et al. (2007).

We find 10 BS candidate stars (location plotted in Figure 13), 7 were previously known and 3 are new candidates. One of the three new BS candidates is located at less than 1 arcsec ($r < 1''$) from the cluster centre. Three out of the seven previously known BS stars also have a distance from the cluster centre of less than 1.1 arcsec ($r < 1''.1$).

We find in previous works 10 BS candidates which are not confirmed as such here. Only one of these 10 stars is listed in more than one reference (ID 145). For this object, we find a -1.41 mag difference between the U magnitude by Yanny et al. (1994) and the one by van der Marel et al. (2002). In the V -band the difference is -0.8 mag and comparing the I -band in Yanny et al. (1994) with ours the difference is 0.41 mag. This may suggest variability, but the star is not listed as variable in Dieball et al. (2007).

The other not confirmed BS stars are listed as candidates in only one previous work, the three found by Yanny et al. (1994) are at less than 1 arcsec ($r < 1''$) from the cluster centre where accurate photometry is more difficult to perform due to crowding. The BS star candidate ID 369 is a variable star (ID V41 in Dieball et al. (2007)), classified as CV, it is likely a SX Phoenixis (SXPHE) star. This object is not listed in the catalogue of Yanny et al. (1994) possibly because of its variability.

4.2 LMXBs

Located in the inner region of M15 the $V \sim 15$ star AC 211 is optically one of the brightest known low mass X-ray binary (LMXB) systems. It was identified by Auriere et al. (1984) as the possible optical counterpart of the X-ray source 4U 2127+119 and Charles et al. (1986) provided spectroscopic

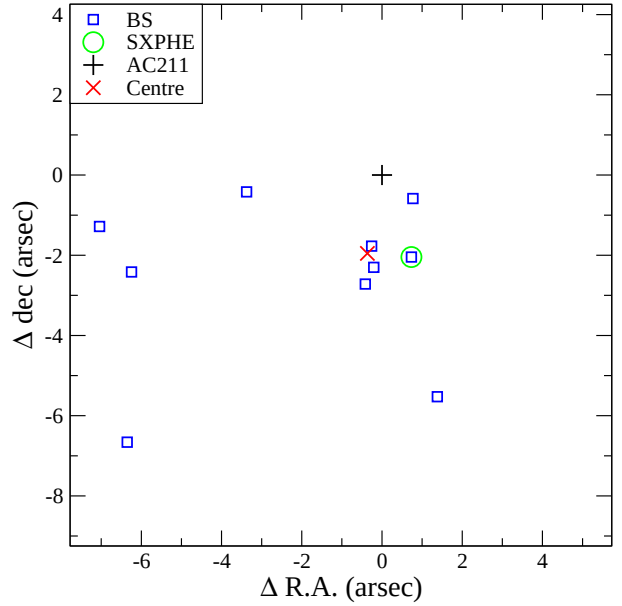


Figure 13. Location of blue straggler stars (BS) in the core of M15. The area showed is the field observed by FastCam. The coordinates (R.A., Dec.) for each star are measured in arcseconds with respect to star AC 211, marked with the + symbol in the figure. The centre of the cluster given in van der Marel et al. (2002) is marked with a red cross. The SXPHE candidate is marked with a green circle.

evidence for the classification as LMXB. The high optical to X-ray luminosity ratio suggests that a very luminous central X-ray source is hidden behind the accretion disk. A detailed analysis by Ilovaisky et al. (1993) revealed an orbital period of 17.1 hr. This object is clearly identified in our FastCam images (see the left panel of figure 14) as a source of $I = 16$ (ID 102). We have searched for photometric variability grouping our series of data into 20 consecutive cubes (see the subsection on variability below). For each cube one final image was produced and photometry performed. The standard deviation of the series of 20 photometric measurements is $\sigma = 0.05$ mag, consistent with the statistical error.

A second luminous LMXB in the core of M15 was discovered by White & Angelini (2001) using the Chandra X-Ray Observatory. The Chandra observations resolved 4U 2127+119 into two X-ray sources, the previously known AC 211 and a second source named as M15 X-2 (CXO J212958.1+121002). This new X-ray source is 2.5 times brighter than AC 211 according to the Chandra counts rate and was associated with a $U = 18.6$ mag star in the data from Guhathakurta et al. (1996) (star 590 in de Marchi & Paresce (1994)) located at $3''.3$ from the M15 centre. Dieball et al. (2005) report time-resolved FUV photometry for the optical counterpart and argue that the FUV emission is dominated by an irradiated accretion disk around the neutron star primary. These authors concluded that M15 X-2 can be classified as an ultracompact X-ray binary. On the right panel of figure 14 we show the location of the X-ray source in our final FastCam image and indicate the position of the FUV star. We set a 3σ upper limit to the I -band magnitude of this FUV source of $I = 20.5$.

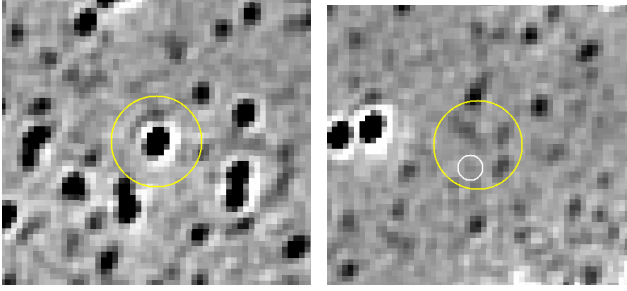


Figure 14. FastCam *I*-band convolved images. Left panel: AC211 (M15 X-1), the yellow circle has a diameter of 0.5 arcsec and is centred in the AC211. Right panel: M15 X-2. The yellow circle is centred in the Chandra location of the X-ray detection and its diameter indicate the Chandra 0.5 arcsec error. The small white circle of diameter 0.14 arcsec marks the position of the FUV star associated to M15 X-2.

Table 3. Blue straggler candidates.

ID	This work	Yanny et al.	Moretti et al.	Comments
263	Yes	Yes	Yes	
276	Yes	Yes	Yes	
285	Yes	Yes	Yes	
320	Yes	Yes	Yes	
239	Yes	Yes	No	$r < 1''$
128	Yes	No	Yes	$r < 1''$
369	Yes	No	Yes	$r < 1''.1$
402	Yes	No	No	$r < 1''$
156	Yes	No	No	
337	Yes	No	No	
145	No	Yes	Yes	
103	No	Yes	No	$r < 1''$
180	No	Yes	No	$r < 1''$
220	No	Yes	No	$r < 1''$
406	No	No	Yes	
300	No	No	Yes	
552	No	No	Yes	
452	No	No	Yes	
615	No	No	Yes	
683	No	No	Yes	

4.3 RR Lyrae, Cepheids and cataclysmic variable stars

RR Lyrae stars (IDs 43, 48, 57, 68, and 75, in our catalogue) and Cepheid stars (IDs 27, 44 and 46) previously reported by Dieball et al. (2007) are marked with green circles in figure 11. We also detect the cataclysmic variable star (ID 369) which has colours suggestive of a SX Phoenixis (SXPHE) star and note that the other known cataclysmic variable star (V39, Dieball et al. (2007)) with a magnitude of $I \sim 21$ is very marginally detected (2σ level) in our image. This object seems to have a rather blue colour when compared with previous observations at shorter wavelengths ($V = 18.65$ and $U = 19.08$).

4.4 Variability: light curves of selected stars

We have used our series of images to study the short timescale variability of stars of the previous types with *I* magnitude in the range 14.5–16 mag. For each set of 1000 images (each obtained over a period of 30 s real time) we generated a *lucky image*. 200 such images were produced, each 10 consecutive images were then averaged in order to increase S/N and perform photometry on the stars of interest. The total time span for the resulting series of 20 images is of 2 hours 43 min, each image corresponding to a time interval of 8.1 min. The series of photometric measurements obtained for a selection of the RR Lyrae, Cepheid, and LMXB stars in our image are shown in figure 15. The majority of these stars show very little variability in the *I*-band. We note smooth trends in several of them (ID 43, 44, 46) which are consistent with the known periods of variability. In some cases, we also detect changes among consecutive 8.1 min images which are clearly beyond the measurement errors and may be indicative of intrinsic short time variability, for instance due to pulses. Remarkably, the LMXB star AC 211 did not show evidence for any significant variability on these time scales.

5 CONCLUSIONS

Observations of the M15 core with the 2.5-m Nordic Optical Telescope using FastCam and the lucky imaging technique provided *I*-band images with spatial resolution and sensitivity close to those obtained by HST in this region. We cross-match with the published HST/WFPC star catalogues and calibrate photometrically and astrometrically our image. The number of objects recovered in our final $13'' \times 13''$ FastCam image is comparable to that reported for the HST images. A catalogue of 1181 stars is presented in this paper. Based on number counts the limiting magnitude of the catalogue is $I \approx 19.5$. Errors in magnitudes and positions are estimated from simulations. These simulations also indicate that crowding and spatial resolution, more than sensitivity, limit the completeness of the catalogue to about one magnitude brighter. Using a CMD V vs. $U - I$ we discuss the various stellar populations present in the M15 core. In particular, we identify a few new Blue Straggles star candidates and several new core stars which were not previously reported. We show that this imaging technique is particularly useful to investigate stellar populations in the core of globular clusters where the presence of bright stars may limit the use of more conventional techniques. Lucky imaging observations of the core of M15 and other globular clusters undertaken with a baseline of several years may provide proper motions of stars in the very inner region of the clusters ($r < 1''$) with the precision required to constrain the properties of intermediate-mass black holes.

ACKNOWLEDGMENTS

We thank the Nordic Optical Telescope staff and the Instrument Maintenance team of the IAC for their support during the observations. This research has been supported by Project No. 15345/PI/10 from the Fundación Séneca and

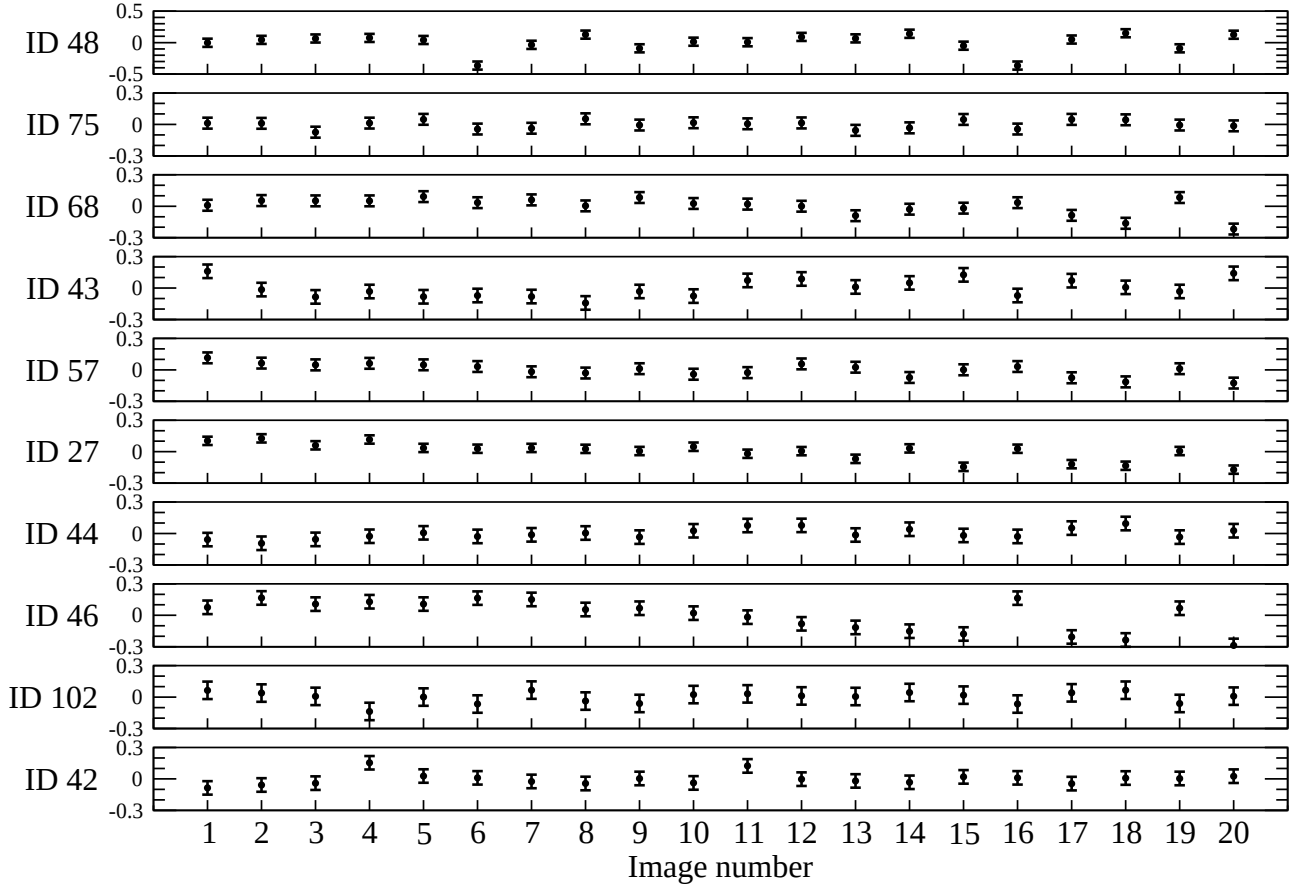


Figure 15. Mean-subtracted light curves (mag) for the variable sources previously identified as such in Dieball et al. (2007). There are 20 consecutive images which are represented in the x axis. Observations started at BJD-2454672.5215 and each image corresponds to a time interval of 8.1 min. The RR Lyrae stars are IDs 48, 75, 68, 43 and 57 and they are identified as V9, V14, V23, V28 and V29 respectively in Dieball et al. (2007). The Cepheid stars are IDs 27, 44 and 46 and they are identified as V10, V13 and V18 respectively in that reference. ID 102 is AC 211 and it is identified as V21 and ID 42 is identified as V24 in Dieball et al. (2007), where they found V24 was in the BHB zone but we find it is in the HB zone. Note that the scale of the upper curve is larger than the others. Errors are at $1-\sigma$.

Project AYA2010-21308-C03-03 from the Spanish Ministry of Science and Innovation (MICINN).

REFERENCES

- Aurriere, M., Le Fevre, O., Terzan, A., 1984, *A& A*, 138, 415.
 Baldwin, J. E., Warner, P.J., Mackay, C. D., 2008, *A& A*, 480, 589.
 Charles, P. A.; Jones, D. C.; Naylor, T., 1986, *Natur*, 323, 417.
 Davidge, T.J. & Courteau, S., 1999, *AJ*, 117, 1297.
 Debray, B., Llebaria, A., Dubout-Crillon, R., Petit, M., 1994, *A& A*, 281, 613.
 de Marchi, G., Paresce, F., 1994, *ApJ*, 422, 597.
 Dieball, A., Knigge, C., Zurek, D. R., Shara, M. M., Long, K. S., Charles, P. A., Hannikainen, D., van Zyl, L., 2005, *ApJ*, 634, 105.
 Dieball, A., Knigge, C., Zurek, D. R., Shara, M. M., Long, K. S., Charles, P. A., Hannikainen, D., 2007, *ApJ*, 670, 379.
 Femenía, B., Rebolo, R., Pérez-Prieto, J.A., Hildebrandt, S.R., Labadie, L., Peérez-Garrido, A., Beéjar, V.J.S., Díaz-Sánchez, A., Villó, I., Osoz, A., López, R., Rodríguez, L.F., Piqueras, J., 2011, *MNRAS*, 413, 1524.
 Ferraro, F.R. & Paresce, F., 1993, *AJ*, 106, 154.
 Gebhardt, K., Pryor, C., O’Connell, R. D., Williams, T. B., Hesser, James E., 2000, *AJ*, 119, 1268.
 Guhathakurta, P., Yanny, B., Schneider, Donald P., Bahcall, J.N., 1996, *AJ*, 111, 267.
 Ilovaisky, S. A., Aurriere, M., Koch-Miramond, L., Chevalier, C., Cordoni, J.-P., Crowe, R. A., 1993, *A& A*, 270, 139.
 Johnson, H.L., 1966, *ARA&A*, 4, 193.
 Kulkarni, S. R., Goss, W. M., Wolszczan, A., Middleditch, J., 1990, *ApJ*, 363, L5.
 Labadie, L., Rebolo, R., Villó, I., Pérez-Prieto, J.A., Pérez-Garrido, A., Hildebrandt, S.R., Femenía, B., Díaz-Sánchez, A., Beéjar-Sánchez, V., Osoz, A., López, R., Piqueras, J., Rodríguez, L.F., 2011, *A& A*, 526, 144.
 Law, N. M., Mackay, C. D., Baldwin, J. E., 2006, *A& A*, 446, 739.
 Mason, B.D., Wycoff, G. L., Hartkopf, W. I., Douglass, G. G., Worley, C. E., 2001, *AJ*, 122, 3466.
 McNamara, B. J., Harrison, T. E., Anderson, J., 2003, *ApJ*,

595, 187.

Moretti, A., de Angeli, F., Piotto, G., 2008, *A& A*, 483, 183.

Osoz, A., Rebolo, R., López, R., et al. 2008, in Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference, Vol. 7014, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series.

Piotto, G.; King, I. R.; Djorgovski, S. G.; Sosin, C.; Zoccali, M.; Saviane, I.; De Angeli, F.; Riello, M.; Recio-Blanco, A.; Rich, R. M.; Meylan, G.; Renzini, A., 2002, *A& A*, 391, 945.

van der Marel, R.P., Gerssen, J., Guhathakurta, P., Peterson, R.C., Gebhardt, K., 2002, *AJ*, 124, 3255.

White, N. E., Angelini, L., 2001, *ApJ*, 561, 101.

Yanny, B., Guhathakurta, P., Bahcall, J.N., Schneider, D.P., 1994, *AJ*, 107, 1745.

Table 4. Only in the electronic version: I-band magnitude catalogue for the stars found in the M15 core with FastCam.

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
1	-4.387	-0.053	12.03	13.369	4113
2	-2.101	-2.216	12.13	13.696	5469
3	-7.188	-6.430	12.17	13.605	5166
4	4.717	2.919	12.21	13.352	6041
5	0.110	-2.527	12.27	13.743	6290
6	2.850	-1.718	12.69	13.977	6947
7	5.211	-4.359	12.72	13.900	8408
8	-5.711	-0.607	12.74	14.072	3891
9	4.681	-6.160	12.77	13.870	8777
10	-4.732	-6.416	12.85	13.952	5956
11	-5.836	-5.822	12.98	14.000	5407
12	3.224	-5.440	12.98	14.111	8151
13	3.223	-1.280	13.07	14.214	6928
14	2.024	-5.094	13.12	14.262	7718
15	4.458	-4.909	13.13	14.140	8355
16	0.138	-1.372	13.53	14.580	5933
17	-4.032	-6.036	13.88	14.833	6058
18	-7.385	0.931	13.94	14.799	2989
19	-5.102	-5.733	13.98	14.909	5608
20	-0.735	-1.974	14.00	15.131	5831
21	0.863	-3.211	14.00	14.894	6772
22	-1.555	-0.118	14.08	15.058	5002
23	-6.510	-8.465	14.08	14.745	6023
24	3.246	-4.162	14.12	15.104	7783
25	-0.734	-1.773	14.30	15.252	5768
26	-3.223	-1.611	14.41	15.263	4951
27	-3.945	-2.081	14.44	15.437	4862
28	-2.677	2.407	14.47	15.354	3911
29	1.657	-4.148	14.49	15.433	7313
30	-5.661	-5.999	14.56	15.272	5518
31	-5.942	2.855	14.62	15.412	2883
32	-2.968	-2.866	14.66	15.618	5389
33	4.567	2.523	14.70	15.570	6121
34	2.722	-6.088	14.74	15.643	8194
35	-3.623	-3.978	14.84	15.729	5529
36	-0.865	-6.177	14.86	15.747	7165
37	-1.898	0.128	14.88	15.120	4827
38	-5.777	-1.883	14.90	15.733	4226
39	3.165	-3.912	14.92	15.875	7711
40	4.844	-5.840	14.95	15.611	8728
41	0.818	-3.408	15.00	15.876	6833
42	1.985	-2.561	15.13	15.810	6937
43	3.587	-6.468	15.33	15.708	8544
44	-3.174	-4.415	15.34	16.046	5819
45	-6.701	-2.602	15.34	15.788	4166
46	-1.089	-0.843	15.34	15.909	5364
47	-5.726	-6.353	15.36	16.056	5601
48	-4.216	-0.367	15.37	15.623	4256
49	-2.448	-3.074	15.40	16.310	5619
50	-1.118	-3.612	15.43	16.386	6234
51	-6.180	-4.662	15.48	16.228	4965
52	-4.194	-3.392	15.50	16.348	5173
53	-6.667	0.677	15.52	15.582	3237
54	2.111	-0.135	15.52	16.417	6183
55	2.470	1.622	15.53	16.350	5719
56	-6.014	1.519	15.54	16.242	3200
57	4.415	-3.818	15.56	16.064	8040
58	1.072	-2.086	15.56	16.463	6475
59	5.502	-1.170	15.57	16.347	7595
60	-2.884	-1.928	15.58	16.419	5132

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
61	-2.839	-0.235	15.58	16.444	4641
62	-0.240	-5.021	15.59	16.518	7003
63	0.995	1.377	15.59	15.864	5323
64	-1.972	-2.550	15.61	16.403	5610
65	1.379	-4.719	15.61	16.439	7404
66	-5.685	4.046	15.61	16.293	2670
67	-2.105	-0.994	15.63	16.435	5090
68	0.697	2.533	15.63	15.526	4897
69	-0.743	-5.707	15.63	15.804	7059
70	-2.509	3.630	15.64	16.542	3593
71	-1.338	-8.984	15.67	16.328	7823
72	2.493	-7.403	15.69	16.494	8496
73	5.275	-6.498	15.69	15.799	8997
74	-3.191	3.698	15.74	15.899	3393
75	-1.848	-0.430	15.75	16.635	5003
76	2.857	-3.319	15.77	15.947	7438
77	3.918	-0.638	15.80	15.915	6954
78	-1.253	-0.838	15.82	16.631	5301
79	-1.085	1.342	15.82	15.920	4711
80	3.059	0.706	15.84	16.714	6226
81	3.737	-0.907	15.85	16.617	6982
82	-1.081	-3.372	15.85	16.010	6174
83	-3.127	-3.047	15.85	16.610	5395
84	2.046	-2.283	15.86	16.045	6871
85	-1.925	2.666	15.87	15.912	4050
86	-4.277	-3.267	15.89	15.943	5112
87	-4.494	-3.292	15.90	16.696	5050
88	-6.417	-0.142	15.90	16.546	3527
89	-2.895	1.348	15.91	15.970	4144
90	-1.418	-1.213	15.91	15.978	5371
91	-0.947	-1.366	15.92	16.011	5568
92	0.410	2.652	15.93	15.913	4775
93	-1.455	3.350	15.95	15.954	4003
94	-5.522	-4.035	15.95	16.707	4975
95	3.432	0.680	15.95	16.743	6358
96	-0.389	-4.678	15.97	16.846	6841
97	4.364	-5.938	15.99	15.868	8601
98	-4.693	-4.285	16.00	15.985	5277
99	-3.028	-0.361	16.01	16.818	4626
100	-6.218	2.710	16.01	16.645	2843
101	-3.078	1.600	16.03	16.794	4027
102	0.000	0.000	16.04	16.079	5435
103	0.018	-1.742	16.06	16.928	6005
104	4.113	-6.316	16.07	17.040	8639
105	-3.588	-2.023	16.08	16.906	4968
106	1.205	-1.411	16.10	16.961	6292
107	-3.722	-1.450	16.11	16.960	4734
108	5.358	0.802	16.11	16.748	6962
109	-7.425	-3.505	16.12	16.787	4215
110	-2.102	3.634	16.13	16.798	3708
111	1.925	-0.190	16.13	16.953	6127
112	-6.591	-3.881	16.15	16.791	4593
113	-0.080	-1.869	16.19	16.914	6012
114	-5.406	-6.752	16.19	16.850	5835
115	-6.060	-6.038	16.20	16.756	5394
116	-1.104	-0.591	16.20	17.067	5263
117	-1.900	-8.360	16.20	16.853	7488
118	0.036	-7.304	16.21	16.909	7758
119	-0.164	0.874	16.21	17.123	5127
120	4.168	-0.783	16.21	16.944	7078

ID	Δ R.A.	Δ dec.	I	V	ID _{VDM}
121	-0.548	-6.890	16.21	16.906	7466
122	-0.444	-1.499	16.22	17.059	5785
123	2.778	-8.645	16.22	16.873	8917
124	4.164	-2.881	16.24	16.982	7706
125	1.634	-3.592	16.24	17.088	7148
126	-0.123	3.535	16.26	16.983	4328
127	3.837	-4.620	16.26	16.844	8090
128	-0.258	-1.772	16.36	16.642	5926
129	1.246	-8.486	16.40	16.995	8429
130	0.340	-7.046	16.40	17.172	7764
131	-1.037	-2.710	16.40	17.131	5965
132	3.602	-3.005	16.41	17.177	7563
133	-2.081	-5.146	16.42	17.131	6424
134	-0.591	-4.930	16.43	17.239	6859
135	3.535	1.898	16.44	17.153	5981
136	0.929	-2.116	16.45	17.227	6433
137	-6.501	2.771	16.45	17.080	2770
138	-6.529	2.983	16.45	17.170	2712
139	-7.273	2.984	16.49	17.022	2555
140	-7.185	2.900	16.51	17.062	2576
141	-0.458	1.661	16.51	17.214	4804
142	-2.811	-1.177	16.51	16.518	4947
143	1.173	-2.225	16.52	17.266	6553
144	-4.936	-5.389	16.53	17.089	5560
145	1.531	-7.180	16.54	17.726	8161
146	-5.435	-4.574	16.55	17.176	5146
147	-0.161	-0.371	16.55	17.274	5515
148	2.851	-2.850	16.55	17.297	7292
149	2.659	-2.159	16.56	17.340	7028
150	5.392	-7.970	16.56	17.145	9387
151	-7.114	-1.127	16.56	17.192	3617
152	0.891	-2.686	16.57	17.368	6617
153	3.962	-5.412	16.57	17.281	8356
154	-0.300	2.191	16.58	17.281	4690
155	-3.213	1.760	16.58	17.169	3938
156	1.379	-5.527	16.58	16.697	7639
157	-2.429	-5.455	16.58	17.280	6411
158	1.906	1.776	16.58	17.336	5500
159	4.555	-5.411	16.59	17.526	8524
160	-0.686	-7.045	16.61	17.325	7465
161	-0.545	3.158	16.63	17.304	4319
162	-7.472	-0.566	16.65	17.335	3356
163	-2.729	-5.947	16.66	17.381	6472
164	0.292	2.281	16.66	17.355	4853
165	2.724	-6.371	16.66	17.362	8260
166	2.774	-6.781	16.67	17.310	8396
167	-0.180	-4.246	16.67	17.520	6765
168	-1.630	0.261	16.68	17.451	4870
169	2.626	-5.401	16.70	17.675	7964
170	5.152	-3.218	16.70	17.416	8075
171	0.457	-0.183	16.70	17.480	5642
172	2.970	1.992	16.71	17.510	5773
173	-4.198	1.325	16.72	17.337	3765
174	-4.068	-6.320	16.73	17.499	6140
175	-3.967	-4.387	16.73	17.578	5551
176	-1.873	0.540	16.73	17.585	4705
177	1.594	0.908	16.73	17.551	5666
178	4.616	0.111	16.73	17.727	6944
179	3.336	-1.603	16.73	17.448	7075
180	0.184	-1.994	16.75	17.804	6143

ID	Δ R.A.	Δ dec.	I	V	ID _{VDM}
181	-0.639	-2.069	16.76	16.262	5872
182	-1.130	0.694	16.77	17.540	4891
183	-6.648	-5.869	16.77	17.740	5160
184	1.145	-2.711	16.77	17.601	6711
185	-0.191	-1.182	16.77	17.517	5755
186	1.205	-2.033	16.78	17.677	6498
187	-1.980	-2.964	16.78	17.757	5742
188	0.998	-5.958	16.79	17.418	7656
189	3.047	-5.219	16.80	17.653	8047
190	-5.205	-2.382	16.81	17.489	4563
191	-3.388	-3.761	16.81	17.422	5535
192	-0.652	-5.142	16.82	17.545	6904
193	0.356	-3.872	16.83	17.674	6828
194	4.331	1.233	16.84	17.471	6480
195	3.280	3.461	16.85	17.547	5404
196	0.130	-3.247	16.86	17.350	6541
197	3.522	2.303	16.88	17.506	5844
198	-5.140	0.395	16.88	17.467	3758
199	4.127	-2.469	16.89	17.689	7562
200	-6.310	2.392	16.89	17.483	2905
201	0.439	3.337	16.89	17.515	4577
202	-3.613	-1.561	16.89	17.474	4811
203	1.075	-0.220	16.90	17.651	5863
204	0.611	-1.443	16.90	17.802	6098
205	-3.111	-6.173	16.90	17.564	6417
206	-0.249	1.029	16.90	17.794	5053
207	-0.827	-0.403	16.91	17.562	5304
208	-2.689	-3.178	16.91	17.638	5579
209	-0.280	0.815	16.92	17.582	5104
210	3.383	-3.095	16.92	17.606	7523
211	2.678	-6.526	16.93	17.604	8292
212	-0.466	-0.248	16.94	17.514	5380
213	3.549	-8.240	16.94	17.502	8989
214	-6.154	-3.950	16.95	17.576	4746
215	-0.664	0.011	16.96	17.807	5222
216	0.478	-2.995	16.96	17.360	6575
217	2.020	-8.675	16.97	17.486	8715
218	0.491	0.158	16.97	17.812	5548
219	-5.514	-8.534	16.98	17.430	6392
220	0.260	-1.644	16.98	17.693	6044
221	1.185	1.160	16.99	17.741	5456
222	1.683	-5.711	16.99	17.685	7775
223	-1.307	0.904	16.99	17.661	4768
224	-4.590	-0.822	17.00	17.853	4280
225	-1.282	0.061	17.01	17.870	5031
226	-1.179	-7.142	17.01	17.627	7334
227	-3.413	-1.360	17.01	17.765	4809
228	-1.875	-1.860	17.01	17.596	5422
229	-3.985	-7.908	17.03	17.589	6696
230	-5.429	-3.043	17.04	17.790	4701
231	-0.244	-5.893	17.05	17.749	7255
232	-0.383	0.659	17.05	17.811	5122
233	-2.476	-0.549	17.07	17.813	4856
234	-1.228	-2.954	17.07	17.810	5976
235	-1.863	-6.578	17.08	17.891	6974
236	0.390	-4.306	17.08	16.910	6977
237	-1.608	4.001	17.10	17.719	3755
238	-5.405	-5.002	17.10	17.476	5275
239	-0.416	-2.718	17.11	17.350	6194
240	-3.730	-2.985	17.12	17.816	5194

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
241	3.805	-4.246	17.12	17.749	7974
242	4.083	-7.276	17.13	17.702	8905
243	0.434	-0.309	17.14	17.634	5676
244	-5.750	-8.783	17.16	17.518	6396
245	5.115	-8.251	17.18	17.666	9386
246	-1.100	-1.586	17.18	17.810	5592
247	0.415	-7.671	17.18	17.831	7971
248	-1.590	-8.168	17.19	18.109	7535
249	-0.121	2.338	17.20	17.864	4709
250	-0.334	-4.083	17.21	17.860	6654
251	-1.510	-3.620	17.22	16.990	6105
252	-7.401	-7.272	17.22	18.065	5350
253	-2.892	2.534	17.22	17.660	3798
254	4.838	2.269	17.23	17.910	6305
255	4.673	-7.027	17.23	17.665	8975
256	0.702	-1.245	17.24	18.009	6073
257	-1.544	-1.641	17.24	17.807	5454
258	-0.586	-5.364	17.25	17.846	6999
259	3.204	1.339	17.25	17.871	6057
260	-1.742	1.258	17.25	17.935	4525
261	2.493	-8.333	17.27	17.755	8760
262	-1.082	-3.210	17.27	17.768	6115
263	-3.376	-0.420	17.28	17.434	4524
264	-5.182	-6.573	17.29	17.836	5853
265	-3.947	-8.976	17.30	17.751	7071
266	1.708	-2.225	17.31	18.036	6739
267	-3.078	-0.239	17.32	18.069	4573
268	0.439	-3.957	17.32	17.922	6873
269	-0.219	-1.466	17.33	17.968	5833
270	-0.331	-2.685	17.33	18.242	6198
271	-5.141	-8.565	17.33	17.814	6532
272	-1.603	-2.803	17.34	18.260	5815
273	-2.292	-3.150	17.34	18.334	5702
274	-6.526	-7.723	17.35	18.121	5787
275	-0.328	-0.995	17.37	18.063	5648
276	-7.042	-1.282	17.37	17.558	3676
277	0.013	3.348	17.39	17.916	4442
278	-0.242	-3.393	17.39	18.364	6471
279	-3.110	-3.178	17.39	17.563	5434
280	0.542	-3.332	17.41	17.986	6719
281	1.518	-8.834	17.41	17.957	8602
282	-2.061	-0.087	17.41	18.320	4839
283	-3.722	-3.389	17.41	18.071	5307
284	0.917	-1.598	17.42	18.184	6251
285	0.771	-0.587	17.43	17.364	5877
286	4.166	-1.719	17.43	18.215	7350
287	0.690	-4.368	17.43	18.119	7089
288	0.955	-2.901	17.44	18.013	6703
289	-4.732	-8.095	17.46	17.948	6510
290	-2.615	-5.728	17.46	18.227	6430
291	5.393	-1.441	17.48	18.129	7647
292	0.675	-2.412	17.48	17.929	6452
293	1.694	3.279	17.50	18.106	4985
294	-2.320	-1.301	17.50	18.291	5116
295	-4.368	-1.298	17.50	18.140	4490
296	4.644	-5.186	17.51	18.205	8478
297	1.763	-2.056	17.51	18.146	6695
298	-3.983	2.508	17.51	18.036	3478
299	2.793	0.653	17.51	18.419	6149
300	-0.686	-0.937	17.52	18.781	5519

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
301	-0.483	-1.154	17.52	18.358	5649
302	-2.602	-2.808	17.52	18.498	5493
303	-2.083	-6.951	17.54	18.095	7020
304	-0.837	-6.396	17.54	18.454	7231
305	5.557	0.895	17.55	18.080	6997
306	3.823	-1.880	17.56	18.238	7296
307	5.157	-3.375	17.57	17.726	8118
308	-0.181	-0.255	17.57	18.271	5463
309	-4.628	-7.010	17.57	17.013	6192
310	4.356	-3.159	17.57	18.155	7817
311	-5.061	-2.042	17.58	18.067	4501
312	-4.906	-4.077	17.58	18.190	5162
313	0.320	-2.783	17.58	16.935	6450
314	-3.799	-6.329	17.59	18.069	6236
315	-0.315	-9.014	17.59	18.115	8143
316	4.777	-2.534	17.59	18.236	7771
317	-0.263	-0.653	17.60	18.299	5559
318	-4.549	2.568	17.60	18.136	3313
319	-3.265	-3.416	17.60	18.177	5467
320	-6.245	-2.417	17.61	17.484	4248
321	3.900	-4.353	17.62	18.218	8042
322	-1.692	-3.116	17.62	18.460	5884
323	0.670	-1.845	17.62	18.458	6248
324	-2.742	2.950	17.64	18.070	3726
325	-2.886	2.225	17.64	18.176	3898
326	-2.300	-6.580	17.64	18.130	6826
327	0.558	-2.030	17.65	17.482	6274
328	-2.851	-3.951	17.65	18.225	5777
329	-5.569	0.990	17.66	18.273	3449
330	-1.456	-5.767	17.66	18.196	6840
331	-0.510	-2.273	17.67	18.379	5999
332	-0.179	3.683	17.68	18.224	4277
333	0.868	0.838	17.68	18.583	5444
334	1.927	-1.628	17.69	18.212	6621
335	-1.025	-4.861	17.69	18.261	6685
336	-1.616	-4.394	17.70	18.656	6329
337	-6.353	-6.660	17.70	17.617	5508
338	5.176	-5.544	17.70	18.962	8755
339	-2.527	0.322	17.70	18.590	4572
340	4.709	-3.783	17.70	18.354	8109
341	-2.587	-3.214	17.71	18.030	5622
342	1.670	-3.809	17.71	18.411	7227
343	-1.667	-1.691	17.71	18.419	5431
344	-1.600	-1.402	17.72	18.122	5370
345	-6.779	-4.631	17.72	18.182	4758
346	-0.211	4.056	17.73	18.395	4153
347	-1.866	-3.891	17.73	18.363	6075
348	1.352	-3.381	17.73	18.292	7000
349	1.363	-0.906	17.73	18.309	6180
350	1.353	-1.192	17.74	18.407	6267
351	-0.630	0.194	17.74	18.671	5190
352	1.107	-1.184	17.75	18.322	6189
353	-1.681	0.371	17.76	18.388	4820
354	2.904	-4.254	17.77	18.265	7729
355	-0.215	1.530	17.77	18.352	4916
356	-3.305	1.010	17.77	18.365	4118
357	1.491	-1.375	17.77	18.435	6383
358	5.065	-2.665	17.78	18.391	7889
359	-5.415	0.512	17.79	18.047	3649
360	-0.772	1.441	17.79	18.270	4778

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
361	-1.104	-2.583	17.79	18.392	5913
362	-3.259	3.980	17.79	17.992	3290
363	1.353	-1.568	17.80	18.412	6402
364	-1.586	-6.361	17.80	18.619	6987
365	-2.631	-3.340	17.81	18.506	5652
366	3.672	-0.415	17.81	18.615	6806
367	-1.649	1.040	17.83	18.497	4628
368	-1.229	-1.124	17.83	18.696	5397
369	0.733	-2.044	17.83	17.827	6350
370	1.105	-4.187	17.83	18.511	7175
371	-3.013	-7.888	17.84	18.488	7014
372	-0.700	-0.090	17.84	18.553	5243
373	-0.874	-8.168	17.85	17.588	7738
374	-5.152	-3.292	17.85	18.316	4861
375	1.039	-1.593	17.85	18.182	6288
376	2.535	-6.897	17.85	18.259	8362
377	-3.313	-4.145	17.86	18.487	5684
378	-5.108	-4.941	17.86	18.829	5361
379	-0.556	3.787	17.87	17.304	4124
380	1.006	-4.267	17.87	18.498	7160
381	4.995	-6.994	17.87	18.496	9053
382	-0.185	1.281	17.87	18.543	4999
383	-7.133	-1.535	17.88	18.394	3731
384	1.496	-1.724	17.89	18.448	6502
385	-6.031	-2.597	17.90	18.486	4378
386	0.348	-5.024	17.90	18.419	7185
387	3.684	1.364	17.90	18.264	6214
388	-1.364	-0.883	17.91	18.699	5257
389	2.313	-2.940	17.92	18.529	7161
390	5.352	-1.599	17.92	18.507	7674
391	1.229	-3.522	17.92	18.364	6993
392	-3.918	-5.098	17.92	18.316	5789
393	0.252	-3.518	17.93	18.657	6672
394	-2.309	0.794	17.93	18.720	4491
395	0.237	-0.503	17.94	18.567	5675
396	-4.939	-8.097	17.96	18.298	6434
397	-1.836	2.288	17.97	18.447	4185
398	-4.818	2.924	17.97	18.534	3143
399	0.903	-8.955	17.97	18.518	8479
400	-3.499	-1.051	17.97	18.363	4684
401	-3.474	-2.734	17.97	18.509	5197
402	-0.205	-2.301	17.98	17.529	6111
403	2.960	2.141	17.98	18.466	5717
404	4.643	-7.341	17.98	18.467	9044
405	0.580	-4.362	17.98	18.974	7061
406	1.440	0.786	17.99	18.078	5657
407	2.681	0.026	17.99	18.576	6326
408	1.669	-0.537	18.00	18.886	6158
409	-5.461	-4.258	18.00	18.665	5045
410	0.973	-5.118	18.00	18.407	7399
411	4.295	-0.922	18.01	18.053	7156
412	-5.194	-7.252	18.01	18.156	6065
413	0.960	-6.212	18.02	18.425	7725
414	-2.518	2.638	18.04	18.365	3892
415	-6.993	3.797	18.04	18.280	2441
416	-0.777	-0.907	18.04	18.936	5484
417	0.796	-2.874	18.05	18.049	6639
418	2.911	-3.059	18.05	18.605	7359
419	-3.051	3.125	18.05	18.581	3570
420	-6.964	-3.282	18.05	18.473	4299

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
421	-1.676	-5.864	18.06	18.734	6808
422	-5.485	-5.356	18.06	18.704	5375
423	-2.913	-2.450	18.06	18.441	5270
424	-7.001	-8.276	18.06	18.563	5810
425	0.532	-6.185	18.06	18.760	7572
426	1.813	2.809	18.06	17.655	5149
427	3.680	-6.873	18.06	18.177	8675
428	-4.002	-1.611	18.07	18.405	4699
429	-1.500	1.944	18.07	18.519	4399
430	4.395	-8.095	18.07	18.421	9172
431	1.899	-1.878	18.07	18.466	6690
432	-2.896	-5.508	18.08	18.568	6260
433	-5.803	-3.007	18.08	18.479	4565
434	-3.667	-4.599	18.08	18.693	5711
435	-4.039	-4.692	18.08	18.847	5631
436	1.088	-0.385	18.08	18.984	5922
437	3.821	-2.884	18.08	18.344	7590
438	1.059	2.844	18.08	18.534	4910
439	0.820	1.380	18.09	18.592	5259
440	-0.400	3.051	18.09	18.550	4402
441	-0.304	3.028	18.09	18.452	4440
442	-2.437	-1.235	18.09	19.078	5066
443	3.838	0.423	18.09	17.664	6586
444	-0.980	-1.203	18.09	18.889	5517
445	3.197	-4.433	18.09	18.783	7842
446	2.696	-0.692	18.10	18.859	6561
447	-3.573	-3.368	18.10	18.798	5363
448	3.122	-1.960	18.10	18.627	7098
449	-4.399	-6.765	18.10	18.417	6175
450	-0.813	-0.780	18.11	18.548	5424
451	0.947	-5.181	18.11	19.071	7409
452	2.166	3.120	18.11	18.180	5158
453	-2.586	-1.594	18.12	19.030	5130
454	-0.054	3.806	18.12	18.636	4279
455	3.076	-8.931	18.13	18.758	9049
456	2.010	-1.252	18.13	18.575	6523
457	0.248	-4.333	18.13	18.794	6939
458	-3.857	-3.067	18.14	18.731	5175
459	-2.518	1.912	18.14	18.625	4093
460	0.525	0.713	18.14	18.474	5388
461	2.276	0.558	18.14	18.037	6002
462	-1.811	-3.115	18.15	18.563	5843
463	2.957	1.058	18.16	18.880	6070
464	-4.707	-0.801	18.16	19.100	4230
465	-5.792	3.108	18.16	18.958	2863
466	-2.222	0.692	18.16	18.644	4553
467	-6.292	-0.475	18.16	18.552	3673
468	2.719	-5.693	18.16	18.510	8082
469	-1.318	0.441	18.17	18.540	4908
470	-2.270	-7.204	18.17	19.116	7051
471	3.438	2.713	18.18	18.417	5692
472	0.248	0.258	18.18	18.567	5433
473	-3.716	-1.269	18.18	20.043	4688
474	-5.760	0.544	18.18	18.693	3522
475	-3.232	-0.295	18.19	18.575	4538
476	-2.707	-7.076	18.19	18.615	6862
477	5.273	-6.287	18.19	18.544	8947
478	2.993	-3.362	18.19	18.644	7479
479	0.567	-6.392	18.19	18.554	7653
480	5.484	-8.752	18.19	18.951	9608

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
481	4.730	-7.711	18.20	18.808	9165
482	2.960	-6.930	18.20	17.638	8492
483	-6.750	3.201	18.20	17.622	2605
484	4.688	-3.099	18.20	18.632	7904
485	-0.005	-2.905	18.21	18.725	6377
486	-2.792	-3.644	18.21	18.692	5696
487	3.642	-5.097	18.21	18.943	8172
488	1.127	-7.957	18.21	18.520	8252
489	-6.317	1.803	18.22	18.515	3048
490	-6.388	-5.285	18.22	19.157	5060
491	1.387	3.342	18.23	18.760	4865
492	-1.065	-6.670	18.23	18.716	7236
493	-5.991	-2.440	18.23	18.527	4324
494	-7.133	-2.196	18.25	18.946	3933
495	-1.844	0.697	18.25	19.036	4671
496	5.124	-5.476	18.25	19.675	8690
497	-3.748	-5.863	18.25	18.640	6095
498	0.010	-3.526	18.26	18.509	6588
499	-2.177	-7.358	18.26	18.750	7116
500	-6.312	-4.601	18.26	19.143	4903
501	0.738	-3.694	18.26	18.966	6890
502	-0.037	1.245	18.27	18.783	5048
503	-0.295	-3.802	18.27	18.979	6593
504	-0.860	-4.549	18.27	18.784	6634
505	-2.670	3.285	18.27	18.536	3660
506	0.279	-9.017	18.27	18.573	8313
507	-7.121	1.907	18.28	18.789	2821
508	-3.647	0.195	18.28	18.979	4269
509	-4.571	2.355	18.28	18.727	3367
510	-3.993	-1.298	18.29	18.796	4613
511	-4.100	-5.598	18.29	19.237	5896
512	4.501	-3.259	18.29	18.732	7896
513	-3.093	1.748	18.29	18.519	3976
514	-4.085	-1.730	18.29	19.027	4710
515	2.856	0.880	18.29	19.055	6094
516	-3.260	-1.232	18.29	19.685	4822
517	-4.835	-0.897	18.30	18.592	4224
518	1.947	2.865	18.30	18.805	5174
519	-2.585	-5.259	18.30	18.773	6286
520	-1.103	-1.968	18.30	18.517	5704
521	4.355	-7.992	18.31	18.621	9136
522	-1.737	-4.889	18.31	18.716	6453
523	-5.928	-1.196	18.31	18.170	3994
524	-0.557	-3.781	18.31	18.486	6488
525	4.999	-2.875	18.32	18.682	7934
526	2.573	3.561	18.32	18.534	5153
527	-4.406	-1.827	18.32	18.652	4645
528	-4.955	2.506	18.32	18.612	3214
529	-2.052	1.440	18.33	18.803	4383
530	-1.727	-1.371	18.33	18.175	5314
531	0.577	-3.029	18.33	—	—
532	1.350	-2.675	18.33	18.627	6757
533	-3.265	-1.118	18.34	18.997	4772
534	3.327	0.282	18.34	18.700	6447
535	-6.191	-7.090	18.34	18.554	5689
536	3.190	-6.780	18.34	18.778	8514
537	-4.618	1.019	18.34	19.114	3737
538	-1.553	1.434	18.36	18.584	4534
539	0.637	-1.713	18.36	18.287	6202
540	2.431	0.841	18.36	18.942	5963

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
541	3.052	-0.033	18.36	18.727	6469
542	-3.584	0.725	18.36	18.980	4122
543	-1.889	3.447	18.37	18.595	3831
544	-0.309	-6.023	18.37	18.774	7281
545	-5.068	-0.601	18.37	19.098	4073
546	4.106	-3.223	18.37	18.537	7774
547	4.202	0.988	18.37	18.920	6520
548	5.217	1.330	18.38	18.569	6748
549	-1.007	1.117	18.38	18.716	4803
550	2.227	-4.207	18.38	18.960	7495
551	4.278	-4.068	18.38	18.561	8068
552	4.232	-0.224	18.39	18.304	6920
553	-3.534	3.159	18.39	18.608	3429
554	1.845	-3.052	18.39	18.622	7040
555	2.968	-3.026	18.39	18.715	7373
556	-5.728	2.106	18.40	18.849	3115
557	-7.264	-0.536	18.40	18.720	3412
558	-3.784	-1.704	18.41	18.894	4793
559	1.446	-8.421	18.41	18.688	8482
560	0.702	3.836	18.41	17.994	4505
561	-1.272	2.065	18.41	18.874	4435
562	0.951	-0.415	18.41	18.698	5885
563	5.252	-1.087	18.41	18.584	7494
564	-0.731	-5.875	18.41	18.825	7097
565	-6.472	-0.350	18.41	18.681	3573
566	-5.619	3.674	18.41	18.453	2772
567	-5.785	-3.760	18.42	18.739	4800
568	1.202	-3.994	18.42	19.084	7133
569	0.438	0.905	18.42	19.019	5297
570	2.786	-5.141	18.42	18.861	7936
571	4.593	1.830	18.43	18.679	6369
572	-0.058	1.192	18.43	19.188	5076
573	1.826	-2.911	18.43	18.838	6988
574	-1.016	-2.871	18.43	18.626	6022
575	-4.067	-3.242	18.44	18.563	5163
576	-2.902	-0.933	18.44	18.961	4840
577	-0.747	-4.915	18.44	19.080	6804
578	2.634	-2.964	18.44	18.759	7260
579	1.155	0.155	18.45	18.912	5765
580	-1.181	-7.831	18.45	18.742	7551
581	4.890	-1.636	18.45	18.746	7552
582	-4.679	-5.062	18.45	19.311	5540
583	2.907	-2.635	18.45	19.086	7250
584	2.741	2.050	18.46	18.663	5672
585	-2.434	2.005	18.46	18.640	4086
586	4.277	-8.119	18.46	18.819	9153
587	4.386	-6.913	18.46	19.693	8890
588	-2.871	-0.677	18.46	18.733	4770
589	1.561	2.775	18.46	18.712	5080
590	-1.340	1.787	18.46	18.930	4486
591	-1.481	-4.833	18.47	18.602	6530
592	-3.780	-4.611	18.47	18.904	5678
593	0.831	-1.222	18.47	19.029	6100
594	-4.424	1.855	18.47	18.874	3538
595	2.973	2.521	18.47	18.812	5600
596	-0.930	0.879	18.47	18.601	4896
597	-1.221	2.197	18.47	19.062	4414
598	-4.059	-2.774	18.47	18.904	5034
599	-3.403	0.387	18.47	18.968	4278
600	0.269	-2.161	18.48	18.285	6221

ID	Δ R.A.	Δ dec.	I	V	ID _{VDM}
601	-0.062	1.849	18.48	18.685	4876
602	-0.226	-4.543	18.48	18.812	6851
603	0.980	1.594	18.48	19.374	5246
604	-5.585	-4.370	18.48	18.970	5046
605	2.135	-4.430	18.48	19.223	7537
606	0.289	3.874	18.48	18.736	4362
607	1.796	-0.656	18.48	18.913	6240
608	-1.550	-2.713	18.48	18.479	5807
609	-4.735	-1.830	18.48	19.204	4537
610	-4.354	3.416	18.49	18.672	3140
611	1.128	-3.358	18.49	18.641	6900
612	-5.669	2.388	18.50	18.969	3060
613	4.984	0.265	18.50	18.558	7015
614	4.118	1.016	18.50	19.446	6473
615	-6.529	2.587	18.51	18.618	2806
616	-0.809	3.006	18.51	18.777	4291
617	-2.429	2.567	18.51	18.720	3943
618	3.524	-7.774	18.51	18.939	8893
619	-0.274	-4.851	18.51	19.420	6932
620	0.843	-6.213	18.51	18.924	7689
621	3.606	-3.566	18.52	18.990	7731
622	0.885	3.935	18.52	19.029	4530
623	-7.232	-3.224	18.52	18.731	4195
624	1.528	-0.223	18.52	19.171	6016
625	5.139	-6.258	18.53	18.834	8921
626	4.287	-0.539	18.53	18.768	7045
627	4.445	-2.747	18.53	18.715	7742
628	0.365	0.621	18.53	19.099	5369
629	0.541	-5.522	18.53	18.816	7388
630	-1.460	-1.456	18.53	18.596	5426
631	-1.396	0.727	18.53	18.915	4801
632	4.677	-7.438	18.54	18.753	9086
633	-4.347	1.132	18.54	19.312	3779
634	-0.175	-2.765	18.54	18.909	6296
635	-1.290	-0.323	18.54	18.661	5131
636	3.889	-3.529	18.54	19.009	7794
637	-0.156	-6.296	18.55	18.584	7402
638	-3.305	-1.782	18.55	18.572	4980
639	2.907	-8.213	18.55	18.677	8844
640	0.073	1.665	18.55	18.833	4974
641	-2.923	-5.647	18.55	18.952	6307
642	-1.460	-4.584	18.55	19.220	6466
643	-3.905	-4.118	18.55	19.088	5491
644	-2.368	3.345	18.56	18.598	3723
645	3.263	-6.271	18.56	18.628	8393
646	0.934	-8.387	18.56	19.193	8317
647	1.932	-6.371	18.56	19.140	8050
648	3.252	-4.516	18.56	19.155	7877
649	3.353	-3.728	18.56	18.504	7714
650	1.673	-1.134	18.57	18.748	6367
651	2.550	1.158	18.57	19.245	5902
652	-0.529	1.822	18.57	19.357	4722
653	1.132	3.713	18.57	18.806	4672
654	-6.583	-3.137	18.57	19.275	4376
655	-1.614	-6.079	18.57	18.643	6891
656	2.776	1.399	18.57	19.542	5904
657	-0.836	-6.002	18.57	18.764	7128
658	-0.740	-1.409	18.58	19.225	5644
659	-1.161	3.351	18.58	18.998	4080
660	3.468	-2.538	18.58	18.873	7390

ID	Δ R.A.	Δ dec.	I	V	ID _{VDM}
661	-4.255	-4.875	18.58	18.838	5609
662	2.383	2.392	18.58	18.728	5451
663	0.738	-0.909	18.58	18.829	5968
664	0.864	2.252	18.58	18.775	5027
665	4.062	3.955	18.59	18.793	5504
666	1.585	-7.022	18.59	19.481	8126
667	-4.510	3.138	18.60	18.907	3176
668	-4.100	3.011	18.60	18.818	3318
669	3.920	-1.723	18.60	19.032	7275
670	1.284	-6.027	18.61	19.012	7751
671	0.849	-6.896	18.61	19.402	7869
672	-2.038	1.286	18.61	18.799	4434
673	0.022	-3.743	18.61	19.168	6668
674	-0.613	-3.176	18.61	19.413	6256
675	0.296	3.751	18.61	19.163	4409
676	-2.709	-5.156	18.62	19.002	6218
677	0.160	-4.930	18.62	19.100	7093
678	-1.493	-6.478	18.63	19.285	7049
679	-2.046	2.460	18.63	19.373	4079
680	2.180	-1.372	18.63	19.087	6608
681	-3.066	-4.744	18.63	18.972	5961
682	4.015	-1.600	18.63	18.659	7271
683	-2.080	-7.726	18.64	18.520	7242
684	0.768	-1.606	18.64	19.243	6223
685	1.771	1.027	18.64	19.065	5691
686	-5.223	1.366	18.64	18.027	3444
687	2.996	0.371	18.64	18.861	6310
688	-0.925	-3.719	18.64	18.730	6354
689	-3.249	1.162	18.65	18.954	4100
690	5.505	-0.729	18.65	19.329	7462
691	1.345	-0.748	18.65	19.263	6120
692	-0.823	-2.414	18.65	18.749	5948
693	-6.912	1.769	18.65	18.809	2904
694	3.910	-2.968	18.65	19.272	7664
695	-1.466	-2.466	18.66	19.100	5743
696	2.690	0.802	18.66	19.453	6063
697	3.625	2.841	18.66	18.807	5709
698	-0.214	1.787	18.66	18.818	4841
699	-2.773	-0.920	18.66	19.365	4877
700	2.680	-4.497	18.67	18.663	7730
701	-5.184	-0.855	18.68	18.993	4107
702	5.184	1.150	18.68	18.961	6790
703	2.126	-3.093	18.68	19.009	7146
704	-6.543	-7.119	18.68	19.207	5584
705	1.788	-7.991	18.68	19.262	8453
706	0.101	-5.547	18.68	18.783	7257
707	-5.380	-0.165	18.69	19.381	3857
708	1.612	-0.996	18.69	18.968	6289
709	-4.732	1.423	18.69	18.937	3572
710	-0.466	-0.555	18.69	19.005	5475
711	-6.528	-3.510	18.69	18.852	4495
712	-2.823	-7.448	18.69	18.937	6936
713	0.825	2.892	18.69	19.093	4830
714	-1.830	-3.360	18.69	18.929	5925
715	2.745	1.556	18.69	19.066	5826
716	-6.730	-1.289	18.69	18.893	3774
717	-2.025	2.188	18.70	18.869	4163
718	-2.112	-6.486	18.70	18.989	6865
719	-4.845	-4.667	18.70	18.906	5360
720	1.659	-7.347	18.70	18.958	8234

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
721	-2.456	-4.668	18.70	18.993	6129
722	-3.375	2.544	18.70	19.344	3671
723	-2.052	-8.106	18.70	18.794	7361
724	-1.668	2.218	18.70	18.817	4268
725	-2.522	-6.145	18.70	19.235	6606
726	-0.884	0.745	18.71	18.855	4961
727	1.442	3.189	18.71	19.150	4927
728	-2.072	1.947	18.71	19.427	4217
729	-6.918	1.428	18.72	19.468	2983
730	-6.454	-1.408	18.72	18.866	3896
731	2.241	-2.603	18.72	19.187	7052
732	0.351	-4.744	18.72	18.904	7095
733	2.812	3.748	18.73	19.610	5185
734	5.132	-0.852	18.73	18.982	7389
735	-3.012	-1.090	18.73	19.096	4850
736	3.886	3.336	18.73	19.403	5635
737	-5.718	-3.985	18.73	18.856	4898
738	-4.980	-4.606	18.73	18.889	5290
739	-1.489	-4.301	18.73	19.257	6341
740	-4.420	-8.188	18.73	19.236	6641
741	2.219	-2.852	18.74	18.783	7103
742	0.731	-6.141	18.74	19.034	7630
743	-0.772	0.597	18.74	18.816	5024
744	-6.273	-3.505	18.74	19.108	4568
745	-0.873	0.187	18.74	18.592	5111
746	-5.103	0.791	18.74	18.967	3664
747	-0.440	-4.240	18.74	19.530	6657
748	2.957	-8.057	18.74	18.865	8809
749	1.981	-0.947	18.75	18.978	6413
750	1.168	-1.258	18.75	18.875	6230
751	-1.393	-3.728	18.75	19.153	6188
752	3.690	-2.472	18.75	18.947	7431
753	1.235	0.532	18.75	19.269	5665
754	5.378	1.640	18.75	19.502	6699
755	4.649	1.512	18.76	19.200	6495
756	-1.169	-6.124	18.76	19.285	7053
757	-4.168	-4.042	18.76	19.255	5377
758	2.112	-3.810	18.76	19.077	7352
759	2.788	-7.392	18.76	19.053	8572
760	1.923	-1.440	18.76	18.835	6546
761	-4.554	-4.437	18.76	19.189	5362
762	-1.720	0.887	18.76	19.323	4651
763	-2.017	-0.743	18.77	18.892	5039
764	1.446	-6.086	18.77	19.194	7807
765	-4.021	-2.667	18.77	19.506	5019
766	-4.101	-8.377	18.78	19.556	6830
767	-6.379	-7.354	18.78	18.628	5710
768	1.292	-3.802	18.78	19.001	7102
769	5.164	-2.003	18.78	18.936	7735
770	1.750	1.365	18.78	18.922	5575
771	-6.066	-6.560	18.79	18.473	5553
772	0.441	-5.836	18.79	19.383	7443
773	-1.092	-8.602	18.79	18.751	7789
774	-2.377	2.182	18.79	19.039	4067
775	2.971	-7.676	18.79	18.926	8703
776	-0.456	-0.974	18.80	19.125	5596
777	-1.577	0.802	18.80	19.489	4724
778	0.879	-1.356	18.80	18.964	6160
779	-4.652	-3.187	18.80	19.069	4987
780	0.337	-7.827	18.80	19.707	7990

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
781	-3.326	-2.665	18.80	18.997	5211
782	0.754	-5.678	18.81	19.141	7492
783	3.143	-6.180	18.81	18.806	8331
784	0.113	0.480	18.81	19.150	5316
785	-3.665	3.289	18.81	18.941	3362
786	0.967	-5.430	18.81	19.301	7484
787	-0.077	1.690	18.81	19.255	4913
788	-4.044	-4.236	18.82	19.331	5480
789	-2.625	0.507	18.82	18.859	4478
790	1.308	-5.379	18.82	19.315	7576
791	-3.359	-5.541	18.82	19.169	6119
792	5.263	-0.129	18.82	19.669	7205
793	0.561	-5.247	18.82	18.985	7309
794	-4.862	-1.454	18.82	19.013	4389
795	2.609	1.858	18.82	19.518	5700
796	-1.318	-2.654	18.83	18.441	5861
797	3.135	0.499	18.83	18.728	6309
798	-0.271	-7.959	18.83	19.072	7847
799	2.833	-0.374	18.83	19.399	6509
800	-1.739	-7.212	18.83	19.338	7211
801	-3.817	2.449	18.83	19.021	3545
802	-1.657	-3.989	18.83	19.171	6190
803	-5.741	-4.149	18.83	19.019	4945
804	1.388	3.677	18.84	18.867	4764
805	2.808	-7.554	18.84	18.809	8612
806	1.431	-6.465	18.84	18.572	7914
807	2.347	1.858	18.85	19.492	5612
808	-4.743	-3.207	18.85	18.990	4964
809	2.622	-4.123	18.85	19.742	7599
810	2.228	2.871	18.85	18.978	5245
811	3.142	-0.289	18.85	19.442	6576
812	0.489	1.278	18.86	19.258	5207
813	-1.482	-8.866	18.86	18.763	7756
814	5.457	-1.585	18.86	18.852	7709
815	2.397	-8.243	18.86	19.216	8707
816	-1.895	0.374	18.86	19.213	4744
817	-3.574	-8.009	18.87	19.670	6874
818	-5.554	-1.504	18.87	18.854	4193
819	-0.333	1.235	18.87	19.589	4976
820	5.075	-6.463	18.87	19.324	8949
821	-0.676	-3.928	18.88	19.414	6493
822	1.408	-1.003	18.88	19.324	6231
823	2.723	2.368	18.88	18.884	5569
824	-0.170	-4.065	18.88	19.338	6710
825	-0.811	-3.484	18.88	19.605	6297
826	-2.834	3.531	18.89	19.064	3514
827	-0.296	-3.650	18.89	19.102	6535
828	2.955	-8.375	18.89	19.028	8895
829	1.446	-2.851	18.89	19.183	6852
830	0.380	-3.406	18.89	18.931	6676
831	1.914	-7.255	18.89	19.311	8273
832	-3.742	-6.888	18.89	19.160	6428
833	5.135	-1.540	18.89	18.945	7586
834	1.718	1.838	18.89	19.217	5411
835	1.190	3.528	18.90	19.089	4747
836	-0.294	-6.363	18.90	19.378	7380
837	1.435	0.118	18.90	18.996	5873
838	-1.284	1.725	18.90	19.479	4536
839	-1.437	-8.574	18.90	19.282	7699
840	2.166	-6.807	18.90	19.331	8228

ID	Δ R.A.	Δ dec.	I	V	ID _{VDM}
841	0.824	2.157	18.90	19.710	5041
842	0.067	-5.112	18.90	19.155	7126
843	-2.731	4.109	18.90	18.968	3408
844	3.118	4.008	18.90	19.376	5186
845	-5.703	2.241	18.91	19.704	3086
846	-6.387	4.074	18.91	19.309	2512
847	-2.263	-5.509	18.91	19.116	6485
848	-2.178	-5.954	18.91	19.126	6655
849	0.342	-7.949	18.91	19.664	8035
850	0.443	1.661	18.91	19.638	5091
851	2.016	-3.676	18.91	18.940	7278
852	1.398	2.217	18.91	19.299	5201
853	3.226	-2.313	18.91	19.782	7240
854	-1.951	-4.270	18.91	19.152	6179
855	-4.284	1.400	18.91	19.458	3722
856	0.869	-6.003	18.92	19.075	7633
857	-2.921	3.947	18.92	19.199	3395
858	4.182	-6.806	18.92	19.016	8806
859	3.449	1.731	18.92	19.798	6001
860	-0.558	-3.612	18.92	19.032	6427
861	-1.457	-7.510	18.92	19.132	7360
862	-1.820	-0.959	18.92	18.664	5167
863	3.189	2.837	18.93	19.541	5576
864	-3.142	-2.095	18.93	19.452	5105
865	-3.668	1.978	18.93	19.703	3736
866	-3.814	-2.852	18.93	19.404	5137
867	-2.099	-8.967	18.94	19.429	7602
868	0.786	-4.800	18.95	19.091	7248
869	-6.742	0.418	18.95	19.411	3287
870	1.523	-7.413	18.95	19.619	8223
871	0.641	-4.177	18.95	19.530	7018
872	-1.707	-0.869	18.95	18.975	5180
873	-4.239	-8.351	18.95	18.840	6761
874	-0.358	-0.090	18.95	19.021	5345
875	-1.162	1.974	18.95	19.165	4492
876	-1.327	-4.179	18.96	19.205	6365
877	-3.387	1.444	18.96	19.272	3981
878	-6.365	-2.191	18.96	19.415	4145
879	5.237	0.426	18.96	19.422	7048
880	0.239	-0.780	18.97	18.634	5763
881	-0.343	-0.446	18.97	18.774	5473
882	4.002	-1.069	18.97	19.943	7115
883	1.968	-0.688	18.97	19.235	6317
884	-0.016	-6.262	18.97	19.068	7437
885	-5.087	-2.905	18.97	19.129	4749
886	-4.900	-4.768	18.98	19.917	5367
887	-4.653	-1.482	18.98	18.960	4462
888	-0.026	-3.829	18.98	19.522	6675
889	-4.429	2.173	18.98	18.954	3440
890	-5.181	-1.027	18.98	18.887	4162
891	-4.355	4.006	18.98	19.154	2995
892	-4.723	-7.696	18.98	19.472	6384
893	0.402	-8.142	18.99	19.210	8105
894	1.562	-0.074	18.99	19.892	5973
895	-2.804	-4.116	19.00	19.107	5839
896	5.192	-1.535	19.00	18.900	7607
897	1.573	2.660	19.00	19.120	5117
898	-0.357	-5.819	19.00	19.881	7202
899	-0.608	-7.363	19.00	19.444	7584
900	1.939	1.500	19.00	19.577	5595

ID	Δ R.A.	Δ dec.	I	V	ID _{VDM}
901	-5.813	-7.811	19.00	19.550	6036
902	5.222	-1.735	19.01	19.100	7681
903	-5.151	-5.058	19.01	19.162	5382
904	-0.537	-7.947	19.01	19.191	7765
905	-3.114	-7.807	19.01	19.227	6951
906	-5.454	-2.891	19.01	19.922	4634
907	-2.650	0.734	19.01	19.408	4412
908	-4.256	3.235	19.01	18.765	3209
909	-3.391	-2.368	19.01	19.399	5106
910	1.557	-8.435	19.01	19.237	8511
911	-2.037	-8.624	19.01	19.059	7518
912	-0.951	-2.991	19.02	18.881	6088
913	-1.175	3.565	19.02	19.315	4020
914	3.069	3.088	19.02	19.271	5452
915	3.746	-6.024	19.02	18.880	8457
916	2.456	-8.653	19.02	18.905	8838
917	-5.267	-2.670	19.03	19.096	4632
918	1.284	1.783	19.03	19.413	5286
919	-7.021	3.954	19.03	19.865	2388
920	0.520	-6.585	19.03	19.386	7698
921	-3.490	0.671	19.04	19.106	4167
922	-3.971	-5.527	19.04	19.765	5927
923	4.360	0.976	19.04	19.638	6567
924	1.452	-1.248	19.05	19.569	6316
925	-1.734	4.086	19.05	19.938	3701
926	-4.601	2.087	19.05	19.099	3421
927	-4.298	-8.499	19.05	19.791	6782
928	1.654	-2.971	19.05	19.225	6965
929	-1.695	-5.545	19.05	19.141	6681
930	-0.464	0.356	19.05	19.023	5191
931	1.917	-2.806	19.06	19.301	6998
932	-5.207	0.002	19.06	19.427	3861
933	4.471	-8.583	19.06	18.979	9305
934	-4.947	-4.450	19.06	19.277	5247
935	3.023	-2.890	19.06	19.464	7351
936	-6.972	-4.874	19.06	19.096	4767
937	-1.687	-8.019	19.06	19.435	7441
938	1.774	-1.453	19.06	19.969	6506
939	-3.799	-7.296	19.06	19.301	6555
940	1.271	-4.384	19.07	19.571	7276
941	-7.548	-4.756	19.07	19.314	4566
942	-4.498	-2.114	19.07	19.144	4700
943	1.369	-7.303	19.07	19.254	8131
944	4.411	-1.319	19.07	18.962	7312
945	0.043	-4.377	19.07	19.771	6894
946	4.024	-3.066	19.07	19.266	7715
947	0.932	-7.049	19.07	19.323	7938
948	-2.900	-3.645	19.08	—	—
949	4.735	0.340	19.08	19.375	6909
950	-0.148	-1.668	19.08	18.444	5920
951	-0.788	-3.984	19.08	19.432	6477
952	4.576	-0.633	19.08	19.865	7169
953	-4.209	-1.395	19.08	19.397	4569
954	5.565	0.494	19.08	19.731	7122
955	-2.639	-4.179	19.09	19.083	5923
956	-3.456	-5.356	19.09	19.883	6026
957	1.028	-2.337	19.09	18.513	6539
958	2.357	3.365	19.09	19.109	5145
959	1.872	0.868	19.09	19.498	5766
960	-6.326	0.615	19.10	19.241	3357

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
961	-1.618	2.604	19.10	19.985	4161
962	-1.153	2.472	19.10	19.544	4333
963	2.645	-0.161	19.10	19.393	6370
964	4.769	-1.783	19.10	19.232	7557
965	-3.485	0.328	19.11	19.420	4284
966	-5.167	-2.667	19.11	19.523	4657
967	1.650	0.404	19.11	19.735	5852
968	-7.053	-2.275	19.11	19.229	3974
969	1.187	-5.770	19.11	19.538	7658
970	-4.256	-2.510	19.11	19.531	4893
971	-2.900	-1.769	19.12	20.053	5068
972	2.996	-7.495	19.12	19.259	8653
973	3.835	-3.376	19.12	19.035	7748
974	-3.848	3.346	19.12	19.347	3296
975	0.750	0.647	19.12	19.730	5482
976	3.356	3.264	19.13	19.424	5487
977	-4.021	-5.137	19.13	19.647	5764
978	2.373	-2.669	19.13	19.433	7090
979	1.201	1.347	19.13	19.130	5403
980	-6.096	-4.350	19.13	19.469	4886
981	4.753	-7.221	19.13	18.762	9050
982	-2.399	-0.335	19.13	19.664	4812
983	-4.745	-4.717	19.13	19.291	5400
984	2.015	0.344	19.14	19.655	5977
985	3.088	-6.623	19.14	19.772	8437
986	-1.972	-7.542	19.14	19.071	7223
987	-1.548	3.477	19.14	19.648	3930
988	0.635	-6.966	19.14	19.382	7824
989	-3.018	-6.942	19.14	19.694	6706
990	2.364	-5.867	19.14	19.084	8029
991	-2.650	1.665	19.15	19.125	4120
992	2.247	2.807	19.15	19.038	5279
993	2.297	-0.811	19.15	19.597	6478
994	-1.001	3.882	19.15	19.628	3975
995	-1.810	1.947	19.15	19.093	4303
996	-6.243	-3.829	19.15	19.754	4681
997	-0.440	3.477	19.16	19.023	4257
998	-2.462	1.449	19.16	19.153	4240
999	-3.575	1.836	19.16	19.394	3791
1000	1.916	-4.600	19.16	19.094	7521
1001	0.484	-0.458	19.16	18.687	5741
1002	-7.117	-3.656	19.16	19.210	4361
1003	1.339	-2.383	19.17	19.176	6665
1004	4.806	-0.010	19.17	19.843	7050
1005	-3.889	-3.446	19.17	19.514	5252
1006	0.622	1.758	19.17	19.407	5100
1007	-2.290	-4.299	19.17	19.453	6069
1008	2.598	3.110	19.17	19.519	5295
1009	-1.902	1.698	19.17	19.216	4339
1010	-2.949	2.698	19.18	19.887	3734
1011	0.685	-7.397	19.18	19.304	7960
1012	2.231	-0.784	19.19	19.798	6422
1013	1.811	1.901	19.19	18.972	5416
1014	2.161	-7.875	19.19	19.284	8533
1015	-3.072	1.137	19.19	19.206	4151
1016	-2.820	1.180	19.19	19.441	4219
1017	2.814	3.236	19.19	19.670	5328
1018	-2.667	-1.492	19.19	19.564	5070
1019	4.250	3.992	19.19	19.665	5550
1020	-6.303	-3.325	19.19	19.287	4504

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
1021	-5.616	3.356	19.19	19.231	2839
1022	-4.373	-4.346	19.19	19.586	5405
1023	-1.213	-6.416	19.20	19.492	7124
1024	-2.369	-6.287	19.20	19.526	6714
1025	-0.971	-4.098	19.20	19.633	6459
1026	-6.745	3.455	19.20	19.739	2562
1027	-1.804	-7.024	19.20	19.173	7130
1028	-4.676	3.195	19.20	19.274	3109
1029	-1.957	-5.583	19.21	19.176	6618
1030	-0.566	-2.944	19.21	18.953	6206
1031	0.509	-5.366	19.21	20.022	7332
1032	-2.174	3.454	19.21	19.230	3743
1033	-1.699	1.430	19.21	19.572	4483
1034	0.234	-0.864	19.21	18.716	5797
1035	0.939	-4.418	19.21	19.955	7181
1036	0.814	-6.610	19.21	19.788	7780
1037	2.439	-8.555	19.22	19.542	8803
1038	-3.407	-6.032	19.22	20.134	6264
1039	-2.311	1.159	19.22	19.487	4385
1040	4.133	-8.493	19.22	19.078	9202
1041	-4.382	-4.986	19.22	19.343	5602
1042	-5.498	-2.048	19.22	19.346	4375
1043	4.770	-1.266	19.23	19.417	7401
1044	0.265	-0.067	19.23	19.136	5545
1045	-4.529	-3.528	19.23	19.294	5107
1046	-2.432	-3.407	19.23	19.434	5727
1047	-0.432	-0.795	19.23	19.117	5547
1048	1.532	2.278	19.23	19.421	5215
1049	4.329	-1.890	19.23	19.261	7450
1050	1.728	2.745	19.24	—	—
1051	-2.555	2.034	19.24	18.812	4052
1052	3.366	-2.851	19.24	19.248	7445
1053	-0.941	-7.887	19.24	19.277	7637
1054	-5.365	-3.476	19.24	20.029	4846
1055	-2.314	-0.015	19.24	19.477	4742
1056	-5.595	-7.198	19.24	19.018	5929
1057	-1.761	-3.749	19.24	19.582	6072
1058	-7.353	-8.520	19.25	19.256	5759
1059	-1.537	-3.058	19.25	19.152	5910
1060	0.804	-7.681	19.25	19.519	8086
1061	-6.432	2.286	19.25	19.770	2895
1062	2.818	-3.524	19.25	19.367	7486
1063	-1.589	3.653	19.26	19.255	3870
1064	-5.897	-4.581	19.26	19.128	5008
1065	2.506	3.064	19.26	19.270	5266
1066	1.165	-5.888	19.26	19.424	7684
1067	-6.488	3.837	19.26	18.995	2545
1068	-4.728	2.639	19.26	19.285	3243
1069	-3.663	-0.600	19.26	19.705	4500
1070	-1.026	-2.478	19.27	19.388	5900
1071	2.003	-7.441	19.27	19.312	8367
1072	-5.892	1.219	19.27	19.479	3309
1073	4.635	-1.699	19.27	19.386	7487
1074	-5.988	-7.406	19.27	19.063	5851
1075	0.014	-5.805	19.28	19.853	7316
1076	-4.046	3.542	19.28	19.220	3189
1077	-2.788	-4.415	19.28	19.654	5955
1078	-3.203	-8.317	19.28	19.431	7085
1079	4.463	-0.601	19.28	19.980	7123
1080	-0.152	3.904	19.28	19.940	4209

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
1081	-6.955	-1.081	19.28	19.346	3643
1082	-3.507	-4.306	19.29	19.345	5668
1083	-4.790	-8.842	19.29	19.463	6741
1084	-0.195	2.912	19.29	19.716	4503
1085	4.439	1.520	19.29	19.402	6418
1086	-6.636	0.205	19.29	19.317	3376
1087	-1.379	-5.645	19.29	19.827	6834
1088	3.404	-7.533	19.29	18.991	8800
1089	4.854	-1.485	19.29	19.462	7501
1090	-3.411	-1.128	19.30	19.063	4741
1091	2.224	-7.115	19.30	19.464	8330
1092	-1.340	-8.765	19.30	19.918	7773
1093	1.367	-0.150	19.30	19.722	5934
1094	1.134	1.636	19.30	19.678	5282
1095	-4.679	-2.595	19.31	19.470	4784
1096	-1.985	3.887	19.31	19.215	3684
1097	-3.196	0.545	19.32	19.096	4304
1098	-6.964	3.959	19.32	19.393	2414
1099	4.855	-2.248	19.32	19.617	7727
1100	4.278	-2.784	19.32	19.434	7712
1101	-1.247	3.425	19.32	19.124	4040
1102	1.037	-5.391	19.33	19.400	7493
1103	-2.493	-8.635	19.33	19.257	7396
1104	3.254	-2.822	19.33	19.338	7414
1105	-3.825	2.920	19.33	19.463	3415
1106	-3.666	-6.042	19.33	19.818	6182
1107	-5.749	1.419	19.33	19.755	3292
1108	-5.730	0.728	19.33	19.743	3481
1109	-4.657	-4.826	19.34	19.248	5471
1110	2.587	-2.813	19.34	19.462	7212
1111	-0.657	2.318	19.34	20.001	4550
1112	3.788	-5.175	19.34	19.232	8241
1113	2.257	-0.623	19.34	19.765	6391
1114	-4.504	-2.581	19.34	20.109	4837
1115	-2.147	-7.912	19.34	20.253	7280
1116	0.160	-4.644	19.34	19.751	6995
1117	-3.778	-1.079	19.35	19.360	4610
1118	1.278	2.272	19.35	19.912	5148
1119	3.580	1.452	19.35	19.636	6148
1120	2.131	-6.033	19.35	19.632	8010
1121	4.758	-7.162	19.36	19.172	9025
1122	3.764	-2.781	19.36	20.119	7543
1123	-0.324	0.347	19.36	19.246	5225
1124	-2.172	1.630	19.36	19.656	4306
1125	1.010	-4.951	19.36	19.265	7347
1126	-4.925	1.130	19.36	19.832	3612
1127	4.518	0.580	19.37	19.527	6753
1128	1.526	-2.100	19.37	19.312	6628
1129	-2.111	-2.898	19.37	18.763	5677
1130	-4.070	-1.512	19.37	19.405	4649
1131	-6.478	-1.686	19.37	20.021	3967
1132	-4.935	-1.544	19.37	19.766	4391
1133	3.192	-4.794	19.37	19.926	7958
1134	2.817	0.372	19.38	19.465	6245
1135	-1.225	-5.265	19.38	19.191	6751
1136	-2.823	-8.549	19.38	19.241	7269
1137	-6.942	-8.405	19.39	18.830	5883
1138	0.587	-5.050	19.39	19.743	7262
1139	-1.568	-6.669	19.39	19.513	7092
1140	1.618	-6.173	19.40	20.095	7893

ID	$\Delta R.A.$	$\Delta dec.$	I	V	ID _{VDM}
1141	1.524	-0.993	19.40	19.424	6257
1142	1.193	0.376	19.40	20.181	5699
1143	-1.379	-7.478	19.41	—	—
1144	-2.676	0.876	19.41	20.000	4356
1145	2.317	-6.743	19.41	19.452	8249
1146	3.752	-6.317	19.41	18.753	8545
1147	-2.449	-3.854	19.41	19.641	5871
1148	-3.132	0.380	19.41	19.732	4369
1149	-5.529	-7.370	19.41	19.361	5992
1150	5.327	0.271	19.42	19.574	7120
1151	-0.605	3.566	19.42	19.105	4175
1152	3.577	0.547	19.42	19.478	6448
1153	3.247	-2.148	19.42	19.949	7222
1154	-0.211	-6.493	19.42	19.461	7444
1155	2.096	-6.169	19.43	20.006	8038
1156	-4.785	3.131	19.43	19.604	3097
1157	-3.978	-1.098	19.43	19.522	4556
1158	-4.341	-1.675	19.43	19.685	4619
1159	-4.235	2.329	19.44	19.401	3459
1160	4.612	-2.966	19.44	19.859	7831
1161	1.249	-6.652	19.45	19.587	7915
1162	-4.104	-2.395	19.45	19.370	4909
1163	-2.068	-6.693	19.45	19.490	6922
1164	0.768	-0.810	19.45	19.196	5962
1165	5.225	-7.132	19.46	19.400	9147
1166	1.363	0.097	19.47	19.310	5840
1167	-3.860	1.070	19.47	19.448	3952
1168	-0.587	-7.513	19.47	19.882	7642
1169	3.630	-0.498	19.48	18.742	6819
1170	1.501	0.435	19.48	19.577	5792
1171	4.081	0.805	19.49	19.751	6538
1172	-3.759	-8.376	19.49	19.546	6923
1173	-4.604	2.266	19.49	19.182	3377
1174	2.699	0.403	19.49	19.483	6207
1175	1.198	-7.525	19.50	19.469	8163
1176	-2.905	-8.410	19.50	19.738	7214
1177	4.821	-1.939	19.50	19.690	7617
1178	-0.489	-6.620	19.50	19.106	7405
1179	-3.052	-2.360	19.50	19.399	5213
1180	1.458	-8.297	19.50	19.349	8440
1181	-3.799	3.080	19.50	19.359	3382

Notas finales

*He redactado esta carta más extensa de lo usual
porque carezco de tiempo para escribirla más
breve.*

Blaise Pascal (1623-1661)



Justificación

Antes de nada, he de reconocer que este trabajo no habría sido posible si no fuera por la participación de muchas personas en las mil tareas que han conformado este proyecto. Éste es un proyecto de equipo, del que yo he sido sólo una parte. En el trabajo he presentado lo fundamental de mi labor en la que probablemente algunas cosas ni siquiera las haya obtenido yo directamente, y de muchas puedo haber dado la solución pero seguro que fue alguien quien me las hizo ver y que muy posiblemente yo no hubiera reparado en ellas. También es la desembocadura final de un camino que ha cruzado muchos senderos, muchas personas que han estado ahí enseñándome y guiándome a lo largo de una profesión que me ha reportado tantas satisfacciones, tantos momentos de triunfo, tantos «eureka» y la gratificación de ver funcionar lo que has diseñado, montado e instalado para ver cómo produce resultados y permite a los científicos desarrollar sus observaciones y sus trabajos. Y son, y han sido, muchas las personas a quienes debo estar agradecido por haberme ayudado y haberme permitido llegar hasta aquí.

El estudio de los casos científicos es tarea de otra tesis: JAPP. Con el DEA ya tiene la primera aproximación. Salvo en algún caso particular y especial no me he metido en el estudio científico. Mi interés en ese aspecto requeriría más IR. Sólo las peculiaridades de los resultados con el estudio desde un punto de vista óptico, por cuestiones de atmósfera, Óptica Adaptativa, implicaciones técnicas, fotometría, resolución,... He tenido que solventar requerimientos técnicos para permitir crecer al proyecto (ADC, TCS, NOT, WHT-GHRIL, GTC, TCS-IDOM, WHT@GRACE&NAOMI, estudios de futuro y aplicación [Oftalmología, coronografía, AOLI, Multipupila, Multicampo, integración del sistema de guiado,...]). Compatibilizándolo con el diseño, fabricación y montaje/validación Lab espectrografo GREGOR (2005-2008), AIV GRIS (2007-2008(laboratorio) y 2009-2011(telescopio) y OSIRIS (2007-2009) y últimamente AIV de EMIR (2010-2012...), GRIS (2011-2012). Amén de otros proyectos: Rediseño y Dirección de Barrakito (2009), Wide-FC (2009), Merlin (2009-2010), ESTranGIS (2011-2012), Coordinación paquetes IAC-óptica: EST-4000+7000+8000 (diseño telescopio, espectrógrafo y SHABAR) (2008-2011).

El desarrollo del software de reducción no ha sido una tarea tan específica como puede parecer. Ha sufrido más que nada de las necesidades creadas para optimizar tareas que a partir de las 03:00 de la mañana se hacen muy cuesta arriba y generan muchos errores, además de los problemas propios del algoritmo con los límites de detección y la propia evolución técnica del proyecto sustituyendo las tareas de

visualización en tiempo real.

La electrónica no ha sido menos. Desde una entrada urgente y casi improvisada del sistema de FPGAs hasta los problemas de comunicaciones en los distintos telescopios. El desarrollo de los programas y sistemas para poder controlar el instrumento desde la sala de usuarios en los distintos telescopios y, por supuesto, el programa de FPGAs y el seguimiento en tiempo real, que nos dio una gran ventaja frente a los otros que estaban funcionando al mismo tiempo.

Las definiciones del glosario en su mayoría han ido surgiendo cuando me daba cuenta de que introducía un término no descrito previamente o que no requiere una disquisición elaborada para este trabajo. En general, están escritas tal y como las entiendo y sin apoyo o verificación más exhaustiva. Esta colección de definiciones irá creciendo y seguramente iré añadiéndole citas o referencias a artículos donde se pueda ampliar el conocimiento, si bien creo que para el fin o explicación por la que surgen aquí no necesitan más aclaración. Este glosario es simplemente un almacén de definiciones que manejo y que, aunque para mí son obvias o habituales, son referencias obligadas para no dejar cojas algunas otras explicaciones.

La bibliografía la divido en dos grupos, las referencias que están explícitamente citadas a lo largo del texto y la bibliografía propiamente dicha donde se compendian algunas de las referencias más importantes que tienen que ver, o no, con el tema pero que son parte de mi formación y que me han permitido abarcar este trabajo. Posiblemente podría encontrar referencias a todas ellas en el desarrollo del trabajo, pero también es seguro que el texto se haría ilegible. Sirvan a quien quiera profundizar en alguno de los temas relacionados como una referencia más o menos adecuada.

Finalmente, he de reconocer que este trabajo es un compendio de errores. Después de muchos años construyendo instrumentación, este proyecto ha conseguido que mi aprendizaje haya vuelto a uno de sus momentos más álgidos. Ha conseguido que sienta de nuevo el hormigueo de estar aprendiendo cosas nuevas, o viejas, pero aprendiéndolas de nuevo y de nuevas formas. Y como soy de la filosofía de que sólo aprendemos cuando nos equivocamos, por eso creo que todo este trabajo tiene que ser el resultado de un montón de equivocaciones.

Agradecimientos

En mi camino me he enfrentado a muchas dificultades que no se pudieron haber resuelto con solo mi necesidad. Reconozco que debo un especial agradecimiento a quienes me han brindado un mundo de ayuda y, de vez en cuando, un mundo de

inspiración.

Son muchas las personas que han estado ahí a lo largo de mi vida. Y, en un trabajo como este, los conocimientos y la experiencia son la suma de muchas horas, trabajos, frustraciones, discusiones, errores y, sobre todo, enseñanzas. Una tesis doctoral no debería ser sólo un nivel académico más, es la especialización y el dominio de una serie de técnicas que nos permite trabajar en la vanguardia del conocimiento en un campo dado. Nos abre la puerta a la investigación y desarrollo, a la ciencia aplicada, al conocimiento y a la valoración de lo grande que es aprender, incluso aprender a equivocarse, porque sólo aprendemos de los errores. Los aciertos no aportan nada más que orgullo y valoración o adulación de otros pero, en mi experiencia, aportan poco en lo personal. Por eso son importantes las personas que te ayudan a crecer, a levantarte cuando tienes problemas, a animarte con su apoyo, su cariño, su amistad y aguantar tus malos ratos, malos modos, tus peculiaridades y, en definitiva, tu forma de ser.

Quiero agradecer...

A mis padres, por todos sus sacrificios personales y por seguir creyendo ciegamente en mí. Por dejarme experimentar y romper de todo, yo incluido. Por la paciencia, y exigencia, que tuvieron conmigo enseñándome a creer en mí y a valorar de lo que era capaz. Por dejarme volar en imaginación y realidad.

A mi hermano, por compartir los mejores y los peores de los tiempos y por ayudarme a levantarme cuando no quería y no creía que pudiera. Estaba allí y empujaba con una sonrisa o un ¡malo será! Un: ¡No te quejes, que los hay peores!

A mis abuelos, Santost y Balbinat – por presentarme y dejarme hurgar en un universo de curiosidades y deleites que no tiene fin. Aquellas finca, huerta, gallinero, pocilga y ¡aquella bodega! Aquellas antigüedades, cachivaches, herramientas. Aquellas aventuras perdido en la investigación y la exploración.

A mis abuelos, Manolo† y Maruxa† – por mostrarme lo precioso que es vivir y sentir, enseñarme a valorar lo personal: el trabajo y las relaciones. La fuerza e importancia del cariño y la familia.

A mis tíos, tías, primas y primos - por haberme ayudado a descubrir quién soy o dónde estoy. A dónde voy y, de dónde vengo.

A mis amigos del barrio César, Beni, Jose, y del cole/insti Sergio, Manolo,... – por brindarme una segunda oportunidad en mi vida joven y convertirse en algo inolvidable que han marcado quien soy.

A los colegas de aventuras por montes y playas Beni, Fran y Richi, con quienes siem-

pre era divertido perderse, e incluso, al pasarlo mal, saber tomárselo con todo el optimismo y buen humor que las situaciones pedían.

A mis entrenadores y compañeros de atletismo Javi, Luis,... en el Celta y baloncesto Vitorio, Tante, Dani, Rouco y demás en el Bosco. – por enseñarme auto-control y superación. Por ponérmelo difícil y por enseñarme que siempre puedo hacer mucho más. Y, sobretodo, a disfrutar del esfuerzo en la victoria y la camaradería en la derrota.

A todos mis amigos queridos del piso y la facultad en Santiago (Luis Julio, Manolo, Ramiro, Chuba, Toño, Salva, Suso,...) – por hacer de mis años de la carrera allí los años más inolvidables de mi juventud.

A José Alberto y a Marcos, José Carlos, Enrique, Pepe,... por haberme aguantado todas mis locuras y excentricidades y por todo el mundo de distintas aportaciones de personalidades, ética, descubrimiento de pertenecer a una clase privilegiada, etc. que me brindaron en los años del final de carrera en La Laguna.

A Manolo, José Carlos, Artemio, quienes se convirtieron en amigos más allá del trabajo y me permitieron crecer como persona.

A Carlos Sánchez Magrot, quien creía en mí, y me animó cuando todo se hacía imposible. Me enseñó a ver algo más que las estrellas en el cielo y la importancia de lo que no se ve. La importancia de estar ahí y hacer lo que se debe, aunque no brille. Saber valorar el trabajo realizado y sentirse orgulloso de ello, porque todos crecemos juntos. Porque la Astrofísica es experimental y teórica, pero se necesitan instrumentos y los instrumentalistas son un recurso escaso e inestimable, y él quería que me lo creyera.

A Chiqui Galán Núñezt, quien me embaucó y me metió en el mundo de la óptica dejando muchos de mis sueños de lado para poder apoyar y ayudar a aupar a un pequeño instituto desde los barracones hasta la vanguardia mundial en instrumentación astrofísica.

A Paco Cobos Dueñas†, quien con su estilo mexicano, su calma y paciencia, me enseñó a entender que los elementos ópticos funcionan como funcionan y no se les puede pedir más. Que el trabajo que realizas a quien primero debe satisfacer es a uno mismo, y los demás, ¡Ya que se chinguen!

A Manuel Antonio, que ha sido maestro e incentivador de las aplicaciones, forzándome a «ver algo más» que la Astrofísica en la instrumentación. Que me ha tratado como a un amigo y me ha ofrecido la comprensión que no encontré en otros.

A Juan Carlos Iglesias Groth y Marta Gimeno, quienes tuvieron paciencia para explicarme e indicarme cómo se han de encajar las ideas y las estructuras para que

sean posibles de construir.

A Abelardo Díaz Torres, por su experiencia y su mente enciclopédica con un ejemplo para cualquier idea.

A los *pitufos*, "Los chicos de Taller", Higinio, Esteban, Felipe, Cristóbal y Juan José «Dionis» que me dejaron ser uno más. Y también los nuevos Ricardo, Carlos y Pablo quienes de vez en cuando me hacen algún favor.

A mi familia del Departamento – por dejarme perder entre mis sueños y dejarme brillar.

A mi familia del CC - por educarme en el arte de la computación y la amistad.

A mi compañero, torturado, de despacho, José Luis – por creer en mí, haberme aguantado y haber compartido la aventura más grande de mi madurez.

A mi familia política por haberme adoptado y acompañado en los ratos en que necesitaba desconectar y volver a sentir mi tierra y mi familia.

A todos los que me falta aún por mencionar... – les agradezco desde el fondo de mi corazón.

Agradecimientos adicionales y especiales

A Ana, por supuesto, por creer que después de tantos trabajos a lo largo de los años merecía confirmarlos con un título. Por ser mi amiga y por ser tan cabezota y dispuesta. «Escribe e deixate de frorituras. Pra o outro xa estamos nós».

Al grupo de trabajo del Proyecto, Álex por haberme empujado y dado la oportunidad de realizar este trabajo, como instrumento, y de tesis. Por hacerme ver que lo que hago sirve para algo más que mi diversión y que podía demostrarlo, gracias.

A Rafa Rebolo por empeñarse en realizar lo que se imagina y que a los mortales nos parece inabordable

A Sergi por su valiosa colaboración en la parte motivadora de la idea del instrumento y las discusiones de cosmología y unificación. También por su paciencia explicándome algunas ideas de agujeros negros cargados y en rotación. Y por haberse convertido en un amigo muy querido.

A Ariadna, que con su ilusión y dedicación desinteresada (bueno, y sus inmensas ganas de aprender) me empujó a terminar todas las pequeñas tareas que permitieron construir el proyecto. Y que con su trabajo voluntario cubrió el tiempo de otros proyectos para poder dedicarme yo a éste, y por todo lo que aprendió calibrando el ADC y diseñando el espectrógrafo e IFU para el «mayor» telescopio solar del mundo. Y, cómo no, también por permitirme ser su amigo y haber aguantado ahí cuando más te necesitaba.

A Jorge por la labor de observación y reducción de datos, por su curiosidad y sus preguntas y más preguntas. Además, ha sido fuente de muchos datos y muchas de las imágenes y figuras de este trabajo.

A Lucas, que ha sabido exprimir el instrumento y darme la confianza necesaria para seguir deseando conseguir ese puntito más.

A Luis Fernando por dejarme colarle trabajo añadido (¡y varias veces!) para facilitar el uso del instrumento y su mejora como un instrumento «marca de la casa».

A Juanjo que me ha aguantado rollos y consejos, y "me ha hecho caso". Pero, fundamentalmente, porque con su implicación me ha ayudado a ir afinando el instrumento que yo imaginaba.

A Antonio Pérez por su paciencia y reposada postura ante los problemas, que ayuda

a centrarse y a afrontar las tareas con la mente clara. Y, fundamentalmente, por el maravilloso programa de procesado y control sin el cual el instrumento no sería lo que es.

A los chicos de IDOM (Gaizka & Co.) por el modelado de la maqueta y diseño del montaje final. Además de la relación personal que ha surgido.

A Alex, de nuevo, por el trabajo editorial que aportó para este trabajo escrito y por haber sufrido tantos horrores de edición y todavía poder salir adelante con una sonrisa.

Por supuesto, a Alba, que ha hecho funciones presenciales para permitirme gozar de la ubicuidad.

A María - por ser tú.

A Iago y Ale - por ser un motor, la razón y la visión del verdadero futuro.

A todos, los que están y los que no. Porque todos han sido los que me han traído hasta aquí y seguirán llevándome a dónde quiera que pueda llegar. Porque mi trascendencia estará en la marca que haya sido capaz de dejar en ellos.

– Roberto López

Referencias

- [AS00] L. H. Auer and E. M. Standish. Astronomical Refraction: Computational Method for All Zenith Angles. *AJ*, 119:2472–2474, 2000.
- [BBC⁺93] J. A. Bonet, E. Ballesteros, J. Castro, J. J. Díaz, F. J. Fuentes, J. García, E. Joven, R. López, F. Lorenzo, M. Manescau, C. Martín, J. Montesino, M. Reyes, L. F. Rodríguez, V. Sánchez, T. Viera, and M. Williamns. Present Status of the IAC's Solar Correlation Tracker. In Alemania) A.v. Alvensleben (Kiepenheuer Institut für Sonnenphysik, Freiburg, editor, *Joint Organization for Solar Observations, Annual Report*, 25th J.O.S.O. Meeting. Working Group 2, page 73–76, 1993.
- [BM03] J. A. Bonet and I. Márquez. Phase Diversity Reconstruction of Long Time Series Observations at the SVST. In J. Trujillo-Bueno and J. Sanchez Almeida, editors, *Solar Polarization*, volume 307 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 137, 2003.
- [BMM⁺04] J. A. Bonet, I. Márquez, R. Muller, M. Sobotka, and A. Tritschler. Phase diversity restoration of sunspot images. I. Relations between penumbral and photospheric features. *A&A*, 423:737–744, 2004.
- [BMM⁺05] J. A. Bonet, I. Márquez, R. Muller, M. Sobotka, and T. Roudier. Phase diversity restoration of sunspot images. II. Dynamics around a decaying sunspot. *A&A*, 430:1089–1097, 2005.
- [BMS⁺08] J. A. Bonet, I. Márquez, J. Sánchez Almeida, I. Cabello, and V. Domingo. Convectively Driven Vortex Flows in the Sun. *ApJ*, 687:L131–L134, 2008.
- [Bon99] J. A. Bonet. High Spatial Resolution Imaging in Solar Physics. In A. Hanslmeier & M. Messerotti, editor, *Motions in the Solar Atmosphere*, volume 239 of *Astrophysics and Space Science Library*, pages 1–34, 1999.
- [BW99] Max Born and Emil Wolf. *Principles of Optics: Electromagnetic Theory of Propagation, Interference and Diffraction of Light*. Cambridge University Press, 7th edition, 1999.
- [CaH06] CaHa (Observatorio de Calar Alto). AstraLux: la aguda resolución del Hubble desde Calar Alto, 2006. info@caha.es.
- [Che09] Jingquan Cheng. *The Principles of Astronomical Telescope Design*. Astrophysics and Space Science Library. Springer, 2nd printing edition edition, 2009. National Radio Astronomy Observatory.

- [Con29] A.E. Conrady. *Applied Optics and Optical Design*. Oxford University Press, London, 1929.
- [DGG⁺08] O. Daigle, J.-L. Gach, C. Guillaume, S. Lessard, C. Carignan, and S. Blais-Ouellette. CCCP: a CCD controller for counting photons. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7014 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, 2008.
- [GC83] M. J. Galán and F. Cobos. Diseño automatico de sistemas Ópticos. In Comisión Nacional de Astronomía. Presidencia del Gobierno, editor, *IV Asamblea Nacional de Astronomía y Astrofísica*, volume II, pages 1425–1436, 1983.
- [Gri81] R. F. Griffin. Spectroscopic binary orbits from photoelectric radial velocities. Paper 40: HR 551. *The Observatory*, 101:175–177, 1981.
- [LC08] R. López and A. Calcines. An atmospheric corrector to work with FastCam at William Herchel Telescope. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7014 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, 2008.
- [LRF⁺10] L. Labadie, R. Rebolo, B. Femenía, I. Villó, A. Díaz-Sánchez, A. Oscoz, R. López, J. A. Pérez-Prieto, A. Pérez-Garrido, S. R. Hildebrandt, V. Béjar-Sánchez, J. José Piqueras, and L. F. Rodríguez. High spatial resolution and high contrast optical speckle imaging with FASTCAM at the ORM. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7735 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, 2010.
- [Lue02] Dr. J. J. Luetich. Ley de Snell, Formalización de Descartes y Principio de Fermat, 2002.
- [Mor05] T. J. Morris. *An Experimental Rayleigh Laser Guide Star Ground Layer Adaptive Optics System for the William Herschel Telescope*. PhD thesis, Centre for Advanced Instrumentation, Department of Physics, University of Durham, 2005.
- [MRFR10] I. Montilla, M. Reyes, B. Femenía, and J. M. Rodríguez-Ramos. Multiconjugate adaptive optics with plenoptic cameras and the Fourier transform reconstructor. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7736 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, 2010.
- [MSC⁺10] G. Murga, R. Sanquircce, R. Campo, A. Oscoz, R. López, and R. Rebolo. Fast-Cam optomechanical system design and manufacture. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7735 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, 2010.
- [O'C10] O'Connor, John J.; Robertson, Edmund F. Biografía de Willebrord Snel van Royen (en inglés), 2010. MacTutor History of Mathematics archive, Universidad de Saint Andrews. El MacTutor History of Mathematics archive es una página web mantenida por John J. O'Connor y Edmund F. Robertson, hosteada por la

Universidad de St Andrews en Escocia. Contiene biografías detalladas de muchos matemáticos históricos y contemporáneos, así como información de curvas famosas y varios tópicos de la historia matemática.

- [ORL⁺08] A. Oscoz, R. Rebolo, R. López, A. Pérez-Garrido, J. A. Pérez, S. Hildebrandt, L. F. Rodríguez, J. J. Piqueras, I. Villó, J. M. González, R. Barrena, G. Gómez, A. García, P. Montañés, A. Rosenberg, E. Cadavid, A. Calcines, A. Díaz-Sánchez, R. Kohley, Y. Martín, J. Peñate, and V. Sánchez. FastCam: a new lucky imaging instrument for medium-sized telescopes. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7014 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, 2008.
- [PP07] Jorge Andres Pérez-Prieto. FastCam: Imágenes en el visible limitadas por difracción. Dea, ULL, IAC, 2007. Memoria de Investigación para el Diploma de Estudios Avanzados.
- [RFM⁺10] J. M. Rodríguez, B. Femenía, I. Montilla, L. F. Rodríguez-Ramos, J. G. Marichal-Hernández, J. P. Lüke, R. López, J. J. Díaz, and Y. Martín. The CAFADIS camera: a new tomographic wavefront sensor for Adaptive Optics. In *Adaptive Optics for Extremely Large Telescopes*, 2010.
- [RLL⁺11] J. M. Rodríguez-Ramos, J. P. Lüke, R. López, J. G. Marichal-Hernández, I. Montilla, J. Trujillo-Sevilla, B. Femenía, M. Puga, M. López, J. J. Fernández-Valdivia, F. Rosa, C. Dominguez-Conde, J. C. Sanluis, and L. F. Rodríguez-Ramos. 3D imaging and wavefront sensing with a plenoptic objective. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 8043 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, 2011.
- [RMD⁺09] L. F. Rodríguez-Ramos, Y. Martín, J. J. Díaz, J. Piqueras, and J. M. Rodríguez-Ramos. The plenoptic camera as a wavefront sensor for the European Solar Telescope (EST). In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7439 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, 2009.
- [SBVD10] J. Sánchez Almeida, J. A. Bonet, B. Viticchié, and D. Del Moro. Magnetic Bright Points in the Quiet Sun. *ApJ*, 715:L26–L29, 2010.
- [Sea49] F. W. Sears. *Optics*. AW, Massachusetts, 3rd ed. edition, 1949.
- [SK95] W. Schmidt and T. Kentischer. Optical system of an Advanced Solar Correlation Tracker. *A&AS*, 113:363, 1995.
- [SMB⁺04] J. Sánchez Almeida, I. Márquez, J. A. Bonet, I. Domínguez Cerdeña, and R. Müller. Bright Points in the Internetwork Quiet Sun. *ApJ*, 609:L91–L94, 2004.
- [Te05] NOT Team. Luckycam, 2005. LuckyCam.
- [Te07] Palomar Observers Team. LAPM: LuckyCam + AO at Palomar, 2007. LuckyCam.

- [T_e08] Users' Knowledge Base ZEMAX. How ZEMAX Calculates Refractive Index At Arbitrary Temperatures and Pressures, 2008. Formulas for calculating the refractive index.
- [T_e09] Hippler et al. The AstraLux Sur Lucky Imaging Instrument at the NTT. *The ESO Messenger*, 137, 2009.
- [vRL05] M. van Noort, L. Rouppe van der Voort, and M. G. Löfdahl. Solar Image Restoration By Use Of Multi-frame Blind De-convolution With Multiple Objects And Phase Diversity. *Sol. Phys.*, 228:191–215, 2005.
- [wik11] wikipedia. Willebrord Snel van Royen, 2011.

Bibliografía

- [1] Newton, Sir Isaac., *Opticks: or, A treatise of the reflections, refractions, inflections and colours of light*, Printed for W. and J. Innys, printers to the Royal Society, at the Prince's-Arms in St. Paul's Church-Yard., 1718, 382 pgs.
- [2] Newton, Isaac., *Philosophiae Naturalis Principia Mathematica* ("Mathematical Principles of Natural Philosophy"), London, 1687; Cambridge, 1713; London, 1726. (Pirated versions of the 1713 edition were also published in Amsterdam in 1714 and 1723).
- [3] Newton, I., *Principios Matemáticos de la Filosofía Natural*, Alianza Editorial (Libro Universitario), Libro I (en-058) ISBN 84-206-2918-9 y Libros II y III (en-059) ISBN 84-206-2946-4, 2002.
- [4] Gauss, Johann Karl Friedrich., *Dioptrische Untersuchungen* (Investigaciones Dióptricas), Göttingen, 1841.
- [5] von Seidel, Philipp Ludwig., *Ueber die Theorie der Fehler, mit welchen die durch optische Instrumente gesehenen Bilder, behaftet sind, und über die mathematischen Bedingungen ihrer Aufhebung.*, *Abhandlungen der naturwissenschaftlich-technischen Commission bei der Königl. Bayerischen Akademie der Wissenschaften in München*, Nr. 1. (1857) 227-267 [Sobre la teoría del error con el que las imágenes se ven a través de los instrumentos ópticos, el asunto y las condiciones matemáticas para su eliminación". Documentos de la comisión científica y técnica en la Real Academia de Ciencias de Baviera en Munich, No. 1, (1857) 227-267].
- [6] Born, M. and Wolf, E. *Principles of Optics: Electromagnetic Theory of Propagation, Interference and Diffraction of Light*. CUP, 6th ed. 1997.
- [7] Hecht, Eugene, *Óptica*, Pearson - Addison Wesley Iberoamericana, 3ra. ed., ISBN 13: 978-84-7829-025-3, Adelphi University, 2000-2006.
- [8] Hecht, Eugene. and Zajac, Alfred., *Óptica*, Fondo Educativo Interamericano, 1ra. ed., ISBN 13: 978-84-7829-025-3, Adelphi University, 1974-1977.
- [9] Hecht, Eugene. and Zajac, Alfred., *Optics*, Addison Wesley, 4a. ed., ISBN 0-321-18878-0, Adelphi University, 2002.
- [10] G. G. Bennett, *The Calculation of Astronomical Refraction in Marine Navigation*. *Journal of Navigation*, 35 , pp 255-259 doi:10.1017/S0373463300022037, (1982).
- [11] Sæmundsson, *Astronomical Refraction*, *Sky and Telescope* 72, (July)70, Þorsteinn, 1986.

- [12] Kolmogorov, A. N., Dissipation of energy in the locally isotropic turbulence. *Comptes rendus (Doklady) de l'Académie des Sciences de l'U.R.S.S.*, **32**, 16–18, 1941a.
- [13] Kolmogorov, A. N., The local structure of turbulence in incompressible viscous fluid for very large Reynold's numbers. *Comptes rendus (Doklady) de l'Académie des Sciences de l'U.R.S.S.*, **30**, 301–305, 1941b.
- [14] Tatarski, V. I., *Wave Propagation in a Turbulent Medium*. McGraw-Hill, 1961.
- [15] Noll, R. J., Zernike polynomials and atmospheric turbulence. *Optical Society of America Journal*, **66**(Mar.), 207–211, 1976.
- [16] Fried, D. L., Statistics of a Geometric Representation of Wavefront Distortion. *Optical Society of America Journal*, **55**, 1427–1435, 1965.
- [17] Fried, D. L., Optical Resolution Through a Randomly Inhomogeneous Medium for Very Long and Very Short Exposures, *Optical Society of America Journal A*, **56**, 1372–1379 (1966)
- [18] Fried, D. L., "Limiting Resolution Looking Down Through the Atmosphere," *J. Opt. Soc. Am.* **56**, 1380–1384 (1966)
- [19] Fried, D. L., "Optical heterodyne detection of an atmospherically distorted signal wave front", in *Proc. IEEE*, Volume 55, p. 57–67, 1967.
- [20] Fried, David L., "Probability of getting a lucky short-exposure image through turbulence". *Optical Society of America Journal A*, **68** (12): 1651–1658. Bibcode 1978OSAJ...68.1651F. doi:10.1364/JOSA.68.001651, 1978.
- [21] Mahajan, V. N., Strehl ratio for primary aberrations in terms of their aberration variance, *J. Opt. Soc. Am.*, **73**(6), 860–861, (1983), doi:10.1364/JOSA.73.000860.
- [22] Haqq-Misra, Jacob, A dynamical hierarchy for the general circulation, 2010PhDT.....213H
- [23] Cho, John Y. N.; Jurgens, Raymond F.; Slade, Martin A., High-resolution stratospheric dynamics measurements with the NASA/JPL Goldstone Solar System Radar, 1996GeoRL..23.1909C
- [24] Christou, J. C. Image quality, tip-tilt correction, and shift-and-add infrared imaging, *Astronomical Society of the Pacific, Publications* (ISSN 0004-6280), vol. 103, Sept. 1991, p. 1040–1048, 1991PASP..103.1040C.
- [25] Labeyrie, A., Attainment of Diffraction Limited Resolution in Large Telescopes by Fourier Analysing Speckle Patterns in Star Images, 1970A&A.....6...85L
- [26] *Imaging in astronomy : a digest of technical papers presented at the topical meeting on Imaging in Astronomy, June 18–21, Cambridge, Massachusetts. Meeting sponsored by the American Astronomical Society, Smithsonian Astrophysical Observatory and Harvard College Observatory, OSA, and SPSE. Washington, D.C., Optical Society of America, 1975. 220 p*
- [27] Takato, N. et al., Wavefront reconstruction error of Shack-Hartmann wavefront sensors, 1994PASP..106..182T

- [28] Chang, Chi-Chao, Adaptive optics: Wavefront reconstruction by adaptive filtering and control, 2000PhDT.....10C
- [29] Newman, Alice L., Nighttime Na D emission observed from a polar-orbiting DMSP satellite, 1988JGR....93.4067N
- [30] Gumbel, J. et al., Global Satellite Observations of the Sodium Layer, 2003AGUFM-SA41C..03G
- [31] Hedin, Jonas; Gumbel, Jörg, The global mesospheric sodium layer observed by Odin/OSIRIS in 2004-2009, 2011JASTP..73.2221H
- [32] Olivier Martin, Tibor Agócs, Diego Cano, Thomas Gregory, Michiel van der Hoeven, Paul Jolley, Carlos Martín, Tim Morris, Sergio Picó, Renee Pit, Jürg Rey. Optomechanical commissioning of the GLAS Rayleigh laser guide star for the WHT, Adaptive Optics Systems, edited by Norbert Hubin, Claire E. Max, Peter L. Wizinowich, Proc. of SPIE Vol. 7015, 70154N, (2008), doi: 10.1117/12.789070
- [33] Wizinowich, P. *et al*, First Light Adaptive Optics Images from the Keck II Telescope: A New Era of High Angular Resolution Imagery PASP **112** 315, 2000.
- [34] Chueca, S. et al., Input parameters of the HV model above Canarian observatories, 2004SPIE.5237..159C
- [35] Fuensalida, J.J. et al., Vertical structure of the turbulence above the observatories of the Canary Islands: parameters and statistics for adaptive optics, 2004SPIE.5490..749F
- [36] Fuensalida, J.J. et al., Statistics of atmospheric parameters for multiconjugated adaptive optics for the Observatorio del Roque del los Muchachos, 2004SPIE.5572....1F
- [37] García-Lorenzo, B., et al., Adaptive optics parameters connection to wind speed at the Teide Observatory, 2009MNRAS.397.1633G
- [38] García-Lorenzo, B., et al., Estimation of adaptive optics parameters from wind speed: results for the Teide Observatory, 2009SPIE.7476E..11G
- [39] Varela, A., et al., Astronomical site selection: on the use of satellite data for aerosol content monitoring, 2008MNRAS.391..507V
- [40] Vernin, J., et al., European Extremely Large Telescope Site Characterization I: Overview, 2011PASP..123.1334V
- [41] Vernin, J. & Muñoz-Tuñón, C., Optical seeing at La Palma Observatory. 2: Intensive site testing campaign at the Nordic Optical Telescope, A&A, **284**, 311, 1994.
- [42] Vernin, J. & Muñoz-Tuñón, C., The temporal behaviour of seeing, New Astronomy Review, **42**, 451, 1998.
- [43] Bonet, J. A., High Spatial Resolution Imaging in Solar Physics, Motions in the Solar Atmosphere, Proceedings of the Summerschool and Workshop held at the Solar Observatory Kanzelhöhe, Kärnten, Austria, September 1-12, 1997, edited by Arnold Hansmeier and Mauro Messerotti, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht/Boston/London, Astrophysics and Space Science Library, v. 239, 1999, ISBN 0-7923-5507-5, p. 1-34.

-
- [44] Baldwin, J. E. *et al*, Diffraction-limited 800 nm imaging with the 2.56 m Nordic Optical Telescope, *A&A*, **368**, L1, 2001
 - [45] Law, Nick. M., Lucky Imaging: Diffraction Limited Imaging from the ground in the Visible, PhD Thesis, Cambridge University, 2006.
 - [46] Law, N. M., Mackay, C. D. and Baldwin, J. E., Lucky imaging: high angular resolution imaging in the visible from the ground, *A&A*, **446**, 739, 2006b
 - [47] Tubbs, Robert Nigel. Lucky Exposures: Diffraction limited astronomical imaging through the atmosphere. Ph.D. Thesis Dissertation, Cambridge University, Published by VDM (Saarbrücken), 2003, ISBN:3836497697.
 - [48] Tim Staley, Lucky Imaging: beyond Binary Stars, Ph.D. Thesis, updated on September 25, 2012.
 - [49] Garrel, Vincent., A High Sensitivity Lucky Imaging Algorithm: Image Synthesis Based on Fourier Amplitude Selection, 2012 PASP, 124:861–867, Observatoire de Paris, Ph.D. thesis, in French but one of the most interesting parts of it has been published in PASP
 - [50] Hufnagel, R., Restoration of Atmospherically Degraded Images: Woods Hole Summer Study, July 1966.
 - [51] Hufnagel, R., Measurement of Atmospheric Turbulence via Observations of Instantaneous Optical Blur of Functions, AGARD Conference Proceedings 33, July 1970, pp 703-709.
 - [52] Hufnagel, R., Variations of Atmospheric Turbulence, proceedings of topical meeting on optical propagation through turbulence That, University of Colorado, Boulder, July 1974.
 - [53] Hufnagel, R., The Probability of a Lucky Exposure, PerkinElmer Corporation internal report RH-0155, 21 Feb 1989.
 - [54] Hormuth, F., Direct imaging of the young spectroscopic binary HD 160934, *A&A* **463** 707-711, 2007.
 - [55] Scardia, M. *et al.*, *MNRAS* **367** 1170-1180, 2006.
 - [56] Scardia, M. *et al.*, *MNRAS* **374** 965-978, 2007.

Glosario

Preámbulo al glosario:

En este glosario listo muchos de los términos aparecidos a lo largo de todo el documento y aquí trato de aclarar o complementar lo que allí se cuenta.

El glosario es una serie de definiciones y aclaraciones que me he ido construyendo a lo largo del tiempo. En muchos casos son referencias rápidas que están tomadas de algún libro o incluso de la Wikipedia. No todas tienen el mismo rigor y algunas no son más que una definición. Entiéndanse como referencias para aclarar algún concepto o definición.

A

Aberraciones de Seidel Llamamos aberraciones de Seidel a las aberraciones de tercer orden en un desarrollo de Taylor del mapa de fase del frente de onda. Se corresponden con Esférica, Coma, Astigmatismo, Distorsión, Aumento y Curvatura de Campo. El aumento es dependiente de la longitud de onda y por ello hablamos de Cromática lateral, que nos dice que los puntos del campo tienen distinto aumento según la longitud de onda, y así un mismo punto aparecerá a distintas distancias del eje según el color. También existe la Cromática axial o longitudinal, que depende de la abertura, y nos dice que cada longitud de onda enfoca en distinto plano, con lo que la imagen de un punto en cada longitud de onda tendrá distinta relación de aumento. La esférica es la aberración de abertura por antonomasia. Afecta a todos los puntos del campo por igual, ya que sólo depende del radio de la pupila y es la variación del punto de enfoque en función de la distancia al eje óptico. El coma es una mezcla entre campo y pupila, ya que aumenta con el campo, pero para un punto dado aumenta con la abertura. Se debe a los distintos caminos ópticos que recorren los rayos en el sistema óptico por la diferencia de ángulo de incidencia de un rayo respecto al eje. El astigmatismo surge de la diferencia de simetría de los rayos en

el plano tangencial (contiene al punto y al eje) y los rayos en el plano sagital (perpendicular al anterior, pero cortando al eje en la pupila). La distorsión es un aumento diferencial de centro a borde independiente de la longitud de onda. La curvatura de campo no es exactamente una aberración de tercer orden sino los restos de primer y segundo orden mezclados que hacen que el plano focal o plano imagen en realidad no sea tal plano. Desde un punto de vista óptico se puede descomponer en varios términos del que el más característico es la curvatura de Petzval, que es la componente esférica de la curvatura de campo. Esto surge del hecho de que los rayos de campo que atraviesan un sistema óptico definen un eje propio a través de la pupila que hace que la distancia de enfoque se mantenga igual que en el eje y, por tanto, tienden a describir una esfera centrada en la pupila de salida. De ahí que interesen pupilas de salida lejanas de la superficie imagen.

ADU (ADU) Cuentas o ADU (Analog to Digital Unit) es la forma de medir la densidad de corriente que genera un detector al mantenerlo activo. Es un factor de conteo o medida de la conversión en corriente como función de los electrones o huecos que se mueven en el sensor según los paquetes de energía de los fotones que inciden o, en su caso, del equivalente a estos.

La corriente generada, y por tanto el número de electrones circulantes, es proporcional al número de fotones incidentes. En el caso de corrientes de ruido se hace la equivalencia como la proporción de fotones necesarios para mover una determinada carga de electrones.

El factor de digitalización determina el nivel de intensidad que se puede registrar ($12\text{bit} \sim 4096$ niveles de 0 a 4095 ADU). La ganancia es el factor de conversión entre cuentas y electrones que constituyen la corriente producida.

Airy El disco de Airy es el patrón de difracción de Fraunhofer (difracción al infinito) de una abertura circular. Este disco se compone de una serie de anillos claros y oscuros que responden a una «distribución» de energía, que concentra alrededor del 84 % de la energía en el nódulo central ($\sin \theta = 1,22\lambda/D$, θ ángulo desde el centro de la abertura, λ longitud de onda de la luz difractada, D diámetro de la abertura) y cada anillo brillante concéntrico acarrea sucesivas y decrecientes cantidades de energía. La fórmula que determina esa distribución de energía se obtiene como la transformada de Fourier de la función abertura (1 dentro de la abertura, 0 fuera) para un plano conjugado. En un telescopio la función abertura es la pupila y el plano conjugado es el plano focal, y equivale a un

frente de onda plano incidente que se focaliza. La función de Airy resulta ser una función de Bessel de primera especie. Es solución a la ecuación diferencial de Airy/Stokes $y'' - xy = 0$ en el plano.

Más correctamente, la función de Airy es el corte de la distribución de Airy, la cual sí responde a una función de Bessel que modula la intensidad incidente I_0 :

$$I = I_0 \left(\frac{2J_1(u)}{u} \right)^2 ,$$

siendo $u = k \cdot a \cdot r/d$, $k = 2\pi/\lambda$ el número de onda, $a = D/2$ el radio de la abertura circular, $d = f_e$ la focal y $r = \sqrt{x^2 + y^2}$ la variable dentro de la abertura. Los puntos donde se anula $J_1(u)$, y por tanto la intensidad, verifican que $u = [3,832, 7,016, 10,173, 13,324, \dots]$.

Para una abertura o pupila con oscurecimiento central la distribución de intensidad es ligeramente diferente:

$$I(\theta) = \frac{I_0}{(1 - e^2)^2} \left(\frac{2J_1(u)}{u} - \frac{2eJ_1(eu)}{u} \right)^2 ,$$

donde $e = D_o/D$ es el factor de oscurecimiento, y θ el ángulo de posición desde la pupila. $u = ka \sin(\theta) = \pi \rho/\lambda/f_{no}$.

AIV (AIV) Assembly, Integration and Verification. En óptica y en español decimos Alineado, Integración y Verificación. Si se refiere a sistemas no ópticos se usa Armado en lugar de Alineado. En cualquier caso, se refiere a las tareas de Montaje, Calibración y Pruebas de un instrumento hasta que se entrega para su uso definitivo.

AO Adaptive Optics. Óptica Adaptiva o Adaptativa, es el conjunto de técnicas ópticas que se usan para hacer una corrección en tiempo real del frente de onda en función del frente de onda que se colecta. Se diferencia de la Óptica Activa (ActO) en que esta última actúa de modo sistemático sobre ciertas partes del sistema óptico para corregir efectos repetitivos y calibrables.

La Óptica Activa corrige deformaciones lentas (flexiones de los espejos por gradientes de temperatura y por gravedad). Se contrarresta con actuadores que ejercen fuerza sobre el espejo primario o modifican la posición u orientación del secundario. Su periodo es de ciclos del orden de 10s o más.

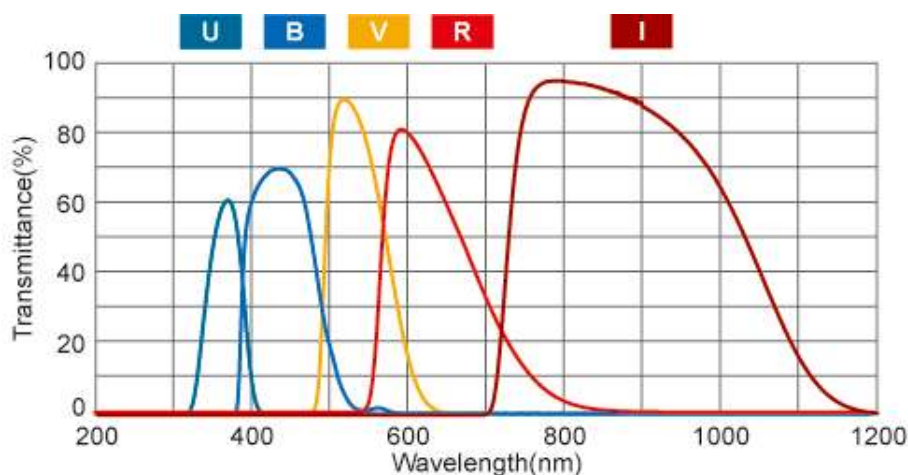
La Óptica Adaptativa corrige deformaciones rápidas (turbulencia atmosférica).

Los actuadores adaptan la forma de un pequeño espejo terciario en ciclos del orden de 10 ms.

Apodizado (apodizadas) Decimos que un sistema esta apodizado cuando tiene su zona paraxial obturada. El apodizado se usa para aumentar la resolución y para reducir las aberraciones esféricas.

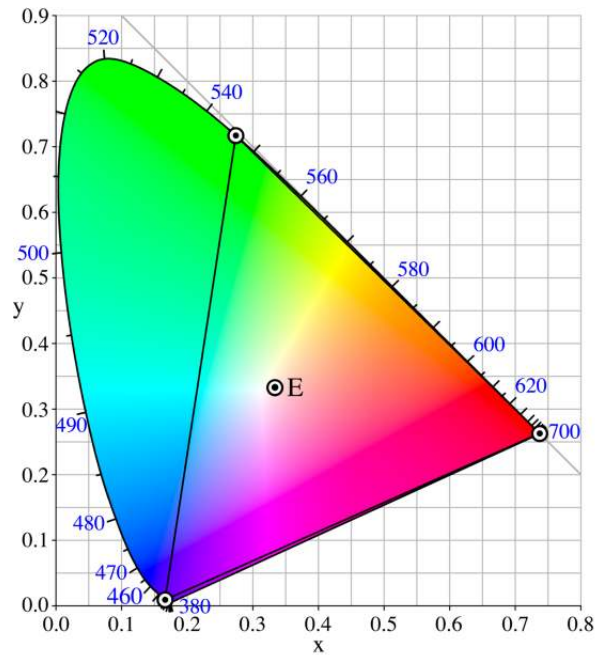
B

Bandas (banda) Las bandas fotométricas son una serie de zonas del espectro electromagnético en las que es apropiado hacer medidas de carácter fotométrico o radiométrico. Ver [fotometría](#) y [radiometría](#). Cada técnica usa sus propias bandas de medida. En Astronomía las bandas clásicas más importantes son U(350 nm), B(440 nm), V(550 nm), R(680 nm) en VIS, I(850 nm), Z(950 nm) en NIR, J(1,25 μm), H(1,6 μm), K(2,2 μm) en SWIR, L(3,4 μm), M(5,0 μm) en MWIR y N(10,2 μm) en LWIR. Las bandas infrarrojas coinciden con las ventanas atmosféricas en las que la atmósfera deja pasar esas longitudes de onda. En visible hablamos de bandas de Johnson-Bessel o las nuevas (u', g', r', i', z') diseñadas específicamente para la cámara SDSS [The Sloan Digital Sky Survey: <http://www.astro.princeton.edu/PBOOK/camera/camera.htm>] ajustando la curva de respuesta del CCD.



En fotometría visible para TV y fotografía son conocidas las bandas R(673,2 nm), G(550 nm), B(436,8 nm) que en realidad se definen como espacios

de color sobre la superficie cromática de la CIE (Commission Internationale de l'Éclairage) y los patrones cromáticos visuales definen $u(420)$ asociada a la sensibilidad de los conos S y $v(550)$ que representa la respuesta fotópica (conos L(534 nm) y M(564 nm)).



Pictures from Asahi Co. graphical data.

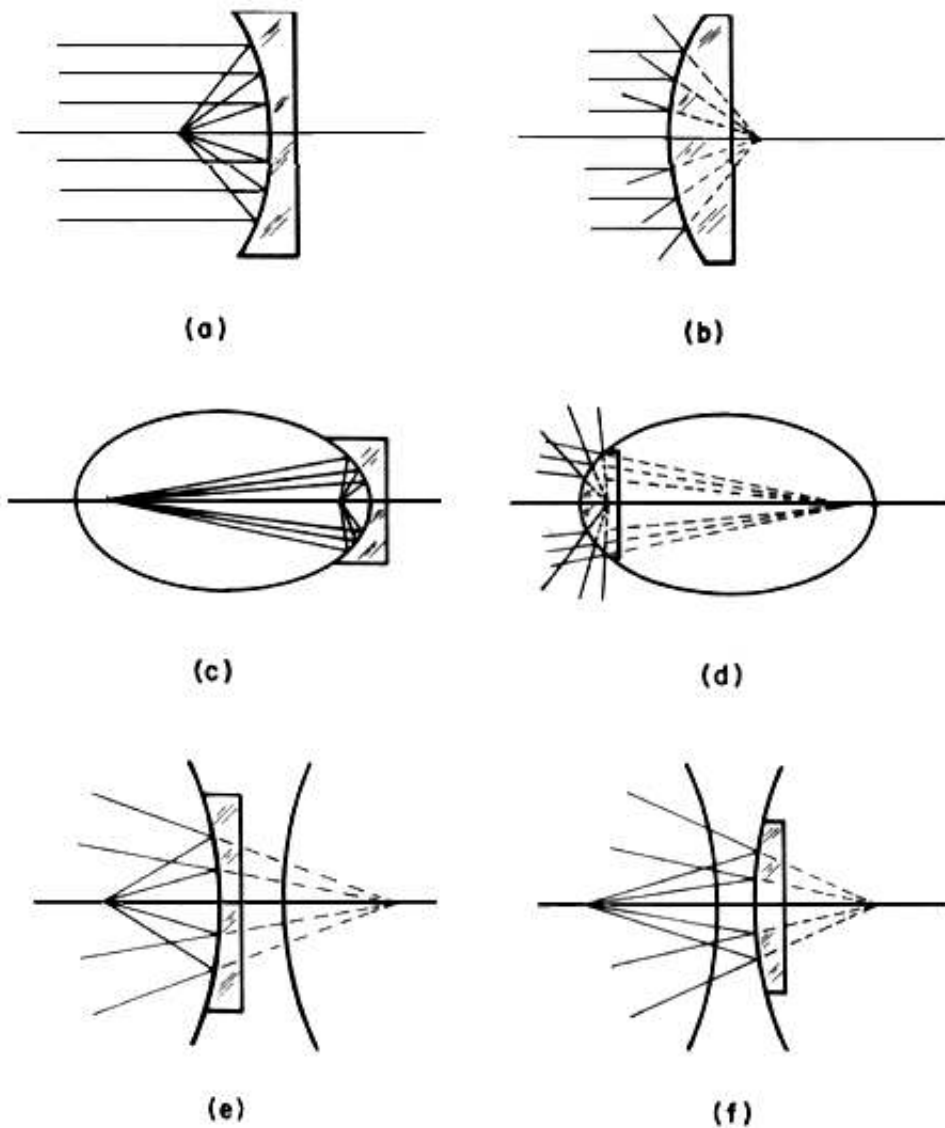
C

Campo En Astronomía, en óptica, más en general, estamos muy acostumbrados a hablar de campo y es un concepto que manejamos como parte de un vocabulario común. No obstante, es importante hacer notar que el campo es un concepto que, aunque se refiere al objeto, hace referencia a la imagen. Efectivamente, el campo es en realidad la forma habitual con que designamos al «diafragma de campo». Si pensamos en un sistema óptico o una lente simplemente, lo que se puede ver es que el campo de visión de la lente no tiene porqué estar limitado y en principio podría ser de 2π sr, lo cual, desde un punto de vista práctico, salvo en una habitación que actúe cámara oscura, obviamente no tiene demasiado sentido. El hecho es que de un modo u otro limitamos el campo de visión que deseamos ver, ya sea con otra lente, con un tubo o, si estamos en

el plano imagen, con una película o detector de tamaño finito. Ese límite es el diafragma de campo, recorta el campo que se considera, colecta o sobre el que se va a trabajar. Ese campo de visión, proyectado por el sistema óptico sobre nuestro limitador, es lo que habitualmente llamamos campo y al que, ahora sí en Astronomía, medimos en unidades angulares referidas al objeto o campo de visión proyectado en el cielo.

Cassegrain Las monturas tipo Cassegrain se caracterizan por estar compuestas al menos por dos espejos co-centrados de forma que, un espejo primario que actúa como colector es el componente positivo y un espejo secundario que actúa como corrector es el componente negativo. Estos espejos son generalmente cónicas que actúan conjugadas con respecto a sus focos. La definición geométrica de las cónicas nos dice que, por construcción, las líneas que pasan por un foco definen una curva conjugada con el otro foco. Es decir, una cónica es el lugar geométrico de los puntos que distan de sus focos la suma o diferencia de distancias. Si las distancias son iguales siempre, un foco es una recta directriz, y la diferencia es cero, tenemos una parábola. Si las sumas son siempre iguales una elipse, si son iguales las diferencias a sus focos tendremos una hipérbola y si los focos coinciden tenemos una circunferencia.

Así, un telescopio Cassegrain con distribución típica (CT) está formado por una parábola como espejo primario y una hipérbola como espejo secundario. La conjugación cónica en este caso se basa en que la parábola tiene un único foco en el que convergen los rayos que inciden paralelos a su eje. Coincidente con ese foco se sitúa el foco de una hipérbola que reflejará los rayos enviándolos al su otro foco, que coincidirá con el foco del telescopio. Se basa en la función del foco y la directriz que definen la parábola geométricamente. Esta configuración fue la primera montada por Laurent Cassegrain en 1672. Adolece de coma para los puntos fuera de eje.



El diseño de Ritchey-Chrétien (RC) está libre de coma de tercer orden y de aberración esférica, a pesar de que sufre de coma de quinto orden, astigmatismo severo en gran ángulo y relativamente severa curvatura de campo. Al diseñarse compensando las esféricas de ambos espejos se pierde la posibilidad del uso del foco primario. Cuando está enfocado a mitad de camino entre los planos focales sagital y tangencial las estrellas son reflejadas como círculos, por lo que la configuración RC está bien adaptada para el campo amplio y observaciones fotográficas. Fue inventado al principio de la década de 1910 por el astrónomo francés Henri Chrétien (1879-1956) y fabricado por el astrónomo estadounidense-

se George Willis Ritchey (1864-1945).

Una configuración también utilizada es el telescopio de Dall-Kirkham (DK), donde se han modificado también las constantes de conicidad de los espejos. Este telescopio tiene un espejo secundario esférico y un espejo primario elipsoidal, con una aberración de esfericidad opuesta a la del secundario. La motivación de su diseño fue facilitar la construcción del espejo secundario, sacrificando la calidad de la imagen, pues aunque la aberración de esfericidad está corregida, la coma aumenta notablemente y por ello sólo se utiliza para telescopios con un pequeño campo y aperturas muy altas.

La configuración Pressman-Camichel (PC) también es atractiva por el primario esférico y secundario elíptico oblato, pero con éste se tienen verdaderas dificultades de control, porque el fuerte coma se multiplica con el más insignificante desalineado.

Esquemas tomados del libro *Telescopios y estrellas*, Daniel Malacara H. / Juan Manuel Malacara [http://bibliotecadigital.ilce.edu.mx/sites/ciencia/volumen2/ciencia3/057/htm/sec_7.htm].

CCD *Charge Coupled Device* [Dispositivo de Transferencia de Carga] o dispositivo de carga acoplada. En un detector CCD la información (cargas) almacenadas en cada píxel (condensador) debido a la estimulación luminosa –fotones colectados– se lee a través de una salida tomada en los extremos de una línea o columna de píxeles, sincronizados por un reloj (señal de 1/0 de periodo determinado) de modo que, en cuanto se vacía el píxel extremo, se produce un volcado de las cargas del píxel adyacente, lo cual provoca la transferencia sucesiva de los siguientes por medio de un proceso de acoplamiento o enlazado de condensadores cargados a través de los pozos de potencial de cada uno. Hoy los sensores y detectores están evolucionando, igual que el resto de componentes de microelectrónica, a una construcción basada en tecnología CMOS [Complementary Metal-Oxide-Semiconductor] que, con mucho menor consumo y calentamiento, aportan reducción de tamaño, velocidad de lectura, reducción de ruido y amplían el pozo de potencial o rango dinámico. Los detectores de este tipo que realmente compiten con las características de los CCD se les denomina sCMOS, con la «s» de *Scientific*.

Circuito Integrado para Aplicaciones Específicas (ASIC) Un Circuito Integrado para Aplicaciones Específicas (o ASIC, Application-Specific Integrated Circuit, por sus siglas en inglés) es un circuito integrado hecho a la medida para un uso

en particular, en vez de ser concebido para propósitos de uso general. Se usan para una función específica. Por ejemplo, un chip diseñado únicamente para ser usado en un teléfono móvil es un ASIC. Por otro lado, los circuitos integrados de la serie 7400 son circuitos lógicos (combinacionales o secuenciales) que se pueden utilizar para una multiplicidad de aplicaciones. En un lugar intermedio entre los ASIC y los productos de propósito general están los Productos Estándar para Aplicaciones Específicas, o ASSP por sus siglas en inglés. Con los avances en la miniaturización y en las herramientas de diseño, la complejidad máxima y, por ende, la funcionalidad, en un ASIC ha crecido desde 5.000 puertas lógicas a más de 100 millones. Los ASIC modernos a menudo incluyen procesadores de 32-bit, bloques de memoria RAM, ROM, EEPROM y Flash, así como otros tipos de módulos. Este tipo de ASIC frecuentemente es llamado Sistema en un Chip, o SoC, por sus siglas en inglés. Los diseñadores de ASIC digitales usan lenguajes descriptores de hardware (HDL), tales como Verilog o VHDL, para describir la funcionalidad de estos dispositivos. Las FPGA (Field Programmable Gate Arrays, matriz de puertas programables) son la versión moderna de los prototipos con puertas lógicas de la serie 7400. Contienen bloques de lógica programable e interconexiones programables que permiten a un modelo de FPGA ser usada en muchas aplicaciones distintas. Para los diseños más pequeños o con volúmenes de producción más bajos, las FPGAs pueden tener un costo menor que un diseño equivalente basado en ASIC, debido a que el costo fijo (el costo para preparar una línea de producción para que fabrique un ASIC en particular) es muy alto, especialmente en las tecnologías más densas, más de un millón de dólares para una tecnología de 90nm o menor.

Correlador Sistema de estabilización y mejora de imagen por medio de un espejo o lámina refractora *tip-tilt* que estabiliza, gracias a un proceso de correlación de imágenes, las frecuencias de oscilación del centroide de la imagen. La equivalencia a un SFO pero que analiza a altas frecuencias una pequeña imagen en un detector rápido buscando la correlación de puntos y enviando la información de recentrado a un espejo o lámina *Tip-Tilt* que corrige las fluctuaciones. Esta técnica se usa en Astronomía Solar y de objetos extensos, Oftalmología y Defensa, donde se hace análisis de imagen extensa que sufre algún tipo de movimiento, ya sea por atmósfera, oscilaciones oculares o vibraciones de los equipos de visión.

Corriente de oscuridad (*darck current*) Señal generada por un detector cuando es

sometido a una exposición de un cierto tiempo pero sin incidencia de luz.

Curvas de aberraciones Las curvas de aberración estándar que se utilizan para presentar y valorar un sistema óptico son:

- Aberración de frente de onda (OPD *Optical Path Difference*), son curvas que se trazan para cada punto del campo en los planos tangencial y sagital y valoran, miden, la diferencia de longitud de cada rayo, en su posición relativa de la pupila, respecto al rayo principal normalmente en el plano de la pupila de salida. Los ejes muestran en X la posición relativa de incidencia en la pupila y en Y la diferencia en la pupila de salida paraxial con respecto a la esfera de referencia del rayo principal; normalmente medido en ondas (fracción de unidades de longitud de onda).
- Aberraciones transversales (meridional y sagital) miden la inclinación de incidencia ($\tan(u)$) frente a la altura relativa en la pupila. También se llama gráfico de intercepción o diagrama H-tanU. En Y se representa la altura (tangencial) o anchura (sagital) relativa de la pupila, la escala horizontal es proporcional a la pendiente del rayo incidiendo en el plano imagen.
- Aberraciones longitudinales (esférica, curvatura de campo, distorsión) miden la distancia entre el plano imagen y el plano paraxial para cada campo. La curva de aberración longitudinal es una representación de la aberración esférica.
- La curvatura de campo, cuando se acompaña de la gráfica de la curvatura de Petzval, permite comparar la desviación de la curvatura de campo con respecto a la curvatura de Petzval. Si no, es un indicador poco práctico, pues no tenemos referencia.
- La gráfica de distorsión, normalmente en porcentajes da una idea de la deformación del campo.

Mencionar únicamente que la curvatura de Petzval es la curvatura natural que tiene un plano focal para los puntos de campo. La curvatura de Petzval que genera una superficie óptica es:

$$\frac{1}{R_p} = \frac{n - n'}{nR},$$

siendo R el radio de curvatura de la superficie y R_p la contribución al radio de

Petzval. Así, para un sistema de superficies ópticas:

$$\frac{1}{R_p} = -n'_i \sum \frac{n_i - n'_i}{n_i n'_i R_p},$$

n_i y n'_i son los índices de refracción anterior y posterior a cada superficie. Para una lente simple se verificará que $R_p = -nf$ para un foco al infinito, para objetos próximos f se sustituye por la distancia imagen.

E

EMIR Cámara Infrarroja con espectroscopía de resolución intermedia por grismas y etalones sintonizables. Es un instrumento de segunda generación para GTC.

F

***f*-no** Número f , número de apertura, abertura relativa, cociente focal, $f/\#$, f -número. Son nombres dados a la relación que denota la capacidad de concentración o colección de luz de un sistema óptico. Miden, o dan una idea, de la «luminosidad» del sistema óptico. Se obtiene como el cociente entre la focal efectiva y el diámetro de la pupila real o abertura del sistema: $f/\# = f/D$. Este valor define también la relación de captación y enfoque de la luz, ya que es un valor conservativo, es decir, es el mismo valor que se obtiene como relación de la focal anterior y el diámetro de la pupila de entrada o la focal posterior y el diámetro de la pupila de salida. Sirve a su vez como parámetro de enganche para cualquier sistema óptico anterior o posterior, siempre que alguno de estos no sea limitante. Esta propiedad permite ligarlo con, y a veces denominarlo, la abertura numérica de un sistema óptico o medio. La abertura numérica, NA , se define como $NA = n \sin \theta$, siendo n el índice de refracción del medio de incidencia y θ el semiángulo del cono máximo de aceptación de luz por el sistema óptico (la luz fuera de ese cono no se transmite, por reflexión u obstrucción). La relación entre ambas surge pues del acoplamiento entre los dos sistemas, valorando la aproximación paraxial donde $\sin \theta = \theta = \tan \theta$ y el medio aire con $n \approx 1$. Así:

$$f\text{-no} = \frac{f}{D} = \frac{1}{2 \tan \theta} = \frac{1}{2NA}.$$

En realidad, esto es válido cuando consideramos el poder colector de un sistema al infinito y una focal relativamente larga, como es el caso de un telescopio.

Como nota accesoria indicar que se suele utilizar el nombre apertura para referirse al f-no y abertura para referirse al tamaño o diámetro de una pupila, o en general pupila de entrada. En castellano una *abertura* es un agujero, mientras que *apertura* es la acción de abrir algo.

Fotometría La Fotometría es el estudio de la radiación visible. Inicialmente se definió para el rango visible como tal, es decir, donde era sensible el ojo patrón $\sim 380 - 760$ nm. Sin embargo, con la llegada de los detectores semiconductores se ha extendido el rango al espectro sensible de estos $\sim 280 - 1100$ nm, si bien sólo el rango ocular es el que define para la curva fotópica (curva de sensibilidad del ojo estándar a iluminación ambiente con «luz de día») una serie de unidades fotométricas particulares especiales: Lumen(lm) para potencia o flujo luminoso, Candela(cd) para intensidad, Lux(lux) para irradiancia (iluminancia) y emitancia y Nit(cd/m²) para luminancia, brillo o radiancia luminosa. La equivalencia con el sistema radiométrico o fotométrico extendido se hace sobre la base de la curva fotópica (eficacia luminosa: $K = \Phi_V/\Phi$) a 555 nm, que toma un valor máximo $K_m = 683,002$ lm/W. En función de ello se define la curva de eficiencia luminosa fotópica como $V(\lambda) = K(\lambda)/K_m$.

FOV Field of view [Campo de visión] es el ángulo completo que ve un sistema óptico medido en el diafragma de entrada y que pasa a través del diafragma de campo. Normalmente en nuestro campo el diafragma de campo lo constituye el detector, aunque a veces está limitado por una abertura o un viñeteo. Un ejemplo de esto es un sistema reductor en el que la lente de cámara reduce la proyección de la pupila sobre el detector. Típico efecto de visualización de un campo circular de un microscopio en un detector rectangular (Se produce cuando enfocamos el objetivo de una cámara fotográfica en el ocular del microscopio).

El FOV aparece también cuando consideramos un sistema emisor a través de una abertura muy pequeña. La zona del emisor que ve la abertura de nuestro sistema depende de la distancia a la abertura y, por tanto, aunque el sistema de observación sea el mismo el campo de visión del emisor que ve nuestro sistema es distinto. Otra forma de decirlo es que el FOV con que el emisor ve nuestro sistema varía.

FPGA Una FPGA (del inglés Field Programmable Gate Array) es un dispositivo semiconductor que contiene bloques de lógica cuya interconexión y funcionalidad puede ser configurada 'in situ' mediante un lenguaje de descripción especializado. La lógica programable puede reproducir desde funciones tan sencillas como

las llevadas a cabo por una puerta lógica o un sistema combinacional hasta complejos sistemas en un chip.

Las FPGA permiten crear circuitos mediante la programación de puertas lógicas. Esto da una potencialidad y flexibilidad muy grande a estos circuitos semiconductores, de modo que se pueden reconfigurar para realizar distintas funciones o funcionalidades.

Todo esto integrado en un único circuito semiconductor que con una cierta cantidad de memoria permiten crear circuitos con funciones adaptables mediante la reconfiguración de sus puertas por programación. Al ser un circuito electrónico permite diseñar un preprocesado sofisticado de señales directamente por la electrónica, sin cargar un procesador y los recursos necesarios. Las FPGAs se utilizan en aplicaciones similares a los ASICs, aunque sin embargo son más lentas, tienen un mayor consumo de potencia y no pueden abarcar sistemas tan complejos como ellos. A pesar de esto, las FPGAs tienen las ventajas de ser reprogramables (lo que añade una enorme flexibilidad al flujo de diseño), sus costes de desarrollo y adquisición son mucho menores para pequeñas cantidades de dispositivos y el tiempo de desarrollo es también menor.

Función de mérito La Función de Mérito es una función con todos los parámetros susceptibles del sistema ponderados que genera un valor a minimizar.

FWHM Full Width at Half Maximun es el diámetro en una dirección dada de una función gaussiana al 50 % de su altura.

I

índice de refracción El índice de refracción de un material, como tal, no es más que la relación de la velocidad de la luz en el vacío frente a la velocidad en ese medio, obviamente si la luz se propaga en él. Ese índice es, por tanto, siempre mayor que uno, dado que la luz en el vacío tiene su máxima velocidad. El índice de refracción hace referencia a la densidad, composición y estructura molecular o cristalina del medio en cuestión. La ley de Snell relaciona el cambio de dirección del frente de onda cuando existe un cambio de medio o, mejor diríamos, un cambio de índice de refracción: $n_i \sin(\alpha_i) = n_o \sin(\alpha_o)$.

Ya sea por cambio de densidad, composición o estructura, es decir, presión/temperatura, concentración de gases/vapores/aerosoles, materiales (aire,

agua, vidrios) el aire cambia continuamente y en cada punto la dirección de un frente de onda procedente de una fuente en el espacio.

L

Longitud de coherencia La longitud de coherencia o parámetro de Fried es el tamaño r_0 relativo a la turbulencia para el cual la resolución de un telescopio de diámetro infinito sería igual a la de un telescopio de diámetro r_0 .

Límite de difracción Llamamos límite de difracción a la transformada de Fourier de una abertura. En el caso de una pupila circular es el ancho del disco central de una función de Airy. Se obtiene a partir de la definición de la función de Airy que es una función de Bessel de primera especie. El ancho se mide angularmente desde la pupila de salida y viene dado por: $\theta = 2,44\lambda/D$; siendo D el diámetro de la pupila y λ la longitud de onda considerada.

El límite de difracción indica la máxima calidad posible de un sistema óptico.

Límite de resolución La resolución es la capacidad de un sistema óptico de separar dos puntos de igual brillo. Llamamos límite de resolución al ancho a media altura del disco central de una PSF. Se mide considerando la imagen de dos puntos suficientemente próximos como para que las imágenes se superpongan lo justo para que el centro del máximo central de una coincida con el primer mínimo de la otra. Esa distancia se mide angularmente desde la pupila de salida y viene dada (para un sistema no aberrante) por: $\theta = 1,22\lambda/D$; siendo D el diámetro de la pupila y λ la longitud de onda considerada. Está basado en la definición de resolución según el criterio de Rayleigh. El límite de resolución coincide con el límite de difracción para un sistema perfecto no aberrante.

Hacer notar además que existen otros criterios de límite de resolución, entre los que sobresalen el criterio de Sparrow que considera el límite de resolución para dos estrellas de igual brillo, en las que el máximo común es constante, como $\theta = 1,05\lambda/D$ y el empírico de Dawes, muy similar, pero que valora la deformación de la mancha, que toma $\theta = 0,95\lambda/D$. A menudo, si consideramos fuentes de igual brillo, se habla del límite de resolución práctico de Sparrow/Dawes como $\theta = \lambda/D$.

M

Magnitud La magnitud de un objeto astronómico describe el brillo que caracteriza

al astro. La magnitud se define como:

$$m = 2,5 \log_{10} \frac{L_*}{L_0},$$

donde L es la radiancia o brillo de un objeto:

$$L = \frac{d\phi}{d\omega dA},$$

ϕ es el flujo o potencia radiante del objeto (energía por unidad de tiempo), $d\omega$ el ángulo sólido subtendido y dA el área colectora.

La relación entre las distintas magnitudes fotométricas permite, en función de cada caso, utilizar uno u otro concepto. Además, hay que valorar que la radiancia o brillo es una magnitud conservativa, ya que se define en función a la constancia de la extensión geométrica o *Throughput*. Ésta se refiere a la equivalencia de los sistemas de observación o a la invariabilidad de la extensión geométrica, que se define como:

$$dG = d\omega_r \cdot dA_r = d\omega_e \cdot dA_e.$$

Es decir, el producto de un área dA_r por el ángulo sólido $d\omega_r$ con que ve a un área dA_e es igual al producto recíproco de este área por el ángulo sólido $d\omega_e$ con que ve a la primera área.

Así pues, la energía que se transmite a través de un sistema óptico es siempre comparable a la que se transmite por otro, aunque tengan distinta forma, tamaño o transmisión, siempre que se recurra a la misma referencia.

La definición fotométrica de magnitud permite referirla a otras magnitudes fotométricas diferentes del brillo ya que, si consideramos la relatividad de la definición, podemos hablar también de relación de flujos, emitancias, irradiancias o intensidades.

A la magnitud observada se le llama simplemente magnitud, y a la magnitud intrínseca del objeto se le llama magnitud absoluta y se puede calcular cuando se conocen otros parámetros del objeto (distancia, masa, etc.).

MCAO Multiconjugate Adaptive Optics. Óptica Adaptativa Multiconjugada, es una técnica de óptica adaptativa en la que se conjugan las imágenes de una o varias proyecciones de la pupila a distintas alturas en la atmósfera sobre uno o varios espejos deformables a fin de corregir las perturbaciones que esa zona o capa

atmosférica produce sobre el frente de onda. Las alturas de corrección dependen del lugar y clima del observatorio y del tipo de observación.

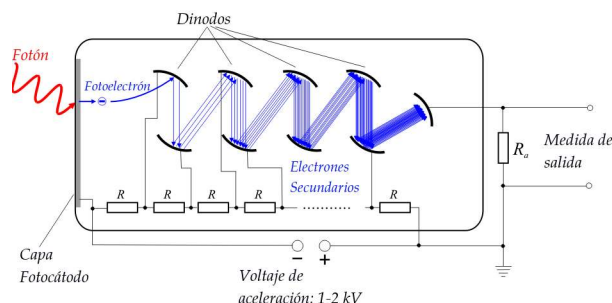
O

OPD Optical Path Difference [Diferencia de Camino Óptico] es el desfase en el frente de onda para una superficie de referencia. Un plano para un frente colimado o una esfera para un frente convergente o divergente. La medida de OPD es una medida de aberración de frente de onda y para la determinación de la calidad de un sistema óptico la medida del error RMS del frente de onda en una posición dada es una medida del OPD.

OSIRIS Cámara Visible con espectroscopía de baja resolución de rendija larga y multiobjeto por Grismas y resolución intermedia en modo imagen por filtros de etalón sintonizables. Es un instrumento de «primera luz» de GTC.

P

PMT Un *PhotoMultiplier Tube* (Tubo Fotomultiplicador) es un dispositivo fotónico en vacío que, a partir de la incidencia de luz en un fotocátodo (generalmente de un metal alcalino), genera una emisión de electrones que son redirigidos hacia un ánodo, que en este caso se llama dinodo, que, al estar sometido a una diferencia de potencial alta, reemite más electrones redirigidos sucesivamente de la misma forma a una cascada de dinodos hasta un ánodo final donde se recoge la corriente eléctrica amplificada procedente del fotón incidente.



PSF *Point Spread Function*, la Función de Punto Esparcido es la transformada de Fourier de la pupila de salida de un sistema óptico. Es lo mismo que la transformada de la pupila de entrada convolucionada con los componentes del sistema óptico. Define la figura de difracción del sistema para un punto en el plano focal. Si el sistema óptico es ideal y la pupila es circular la función que describe la PSF, en eje, es la función de Airy:

$$I(\theta) = I_0 \left(\frac{2J_1(ka \sin \theta)}{ka \sin \theta} \right)^2 = I_0 \left(\frac{2J_1(x)}{x} \right)^2 ;$$

$$I = I_0 \left(\frac{J_1(\alpha)}{\alpha} \right)^2 ; \alpha = k \cdot a \cdot \sin(\theta) = \frac{2\pi}{\lambda} a \frac{q}{R},$$

donde a es el radio de la pupila, R es la distancia a un punto del plano imagen desde el centro de la pupila y q desde el centro del plano imagen.

Desde el punto de vista óptico, decimos que la PSF es el módulo de la función de transferencia óptica (OTF) del sistema óptico para un punto ideal. A la fase de la OTF le llamamos MTF o función de transferencia de modulación, y nos da la respuesta del sistema a una serie de puntos, definiendo las frecuencias o, lo que es lo mismo, la capacidad de resolución del sistema.

En el caso de telescopios es una función o combinación de funciones de Bessel de «primera especie».

R

Radiometría La Radiometría es una técnica de medición de luz en la que las unidades de trabajo atienden a medidas energéticas estándar de comparación con cualquier otra medida. Así, se hablará de flujo o potencia en vatios, intensidad en vatios por estero-radián o irradiancia en vatios por metro cuadrado.

Es el estudio de la forma de la radiación, en su emisión, transporte y detección. Ver [fotometría](#).

Rayos Los rayos que se trazan a través de un sistema óptico se definen según su origen y propagación a través del sistema y la pupila:

- Un rayo meridional es un rayo que se confina al plano YZ, donde Z es el eje óptico del sistema e Y es perpendicular a este eje.

- Un rayo marginal en un sistema óptico es el rayo meridional que empieza en el punto donde el objeto cruza el eje óptico y toca el borde de la abertura del sistema. Este rayo es útil porque cruza el eje óptico cada vez en las localizaciones en donde se forma una imagen. La distancia del rayo marginal del eje óptico en las localizaciones de la pupila de entrada y de la pupila de salida define los tamaños de cada pupila (puesto que son las pupilas imágenes de la abertura del sistema).
- El rayo principal en un sistema óptico es el rayo meridional que empieza en el borde del objeto y pasa a través del centro de la abertura. Este rayo cruza el eje óptico en las localizaciones de las pupilas. Los rayos principales son equivalentes a los rayos en una cámara fotográfica estenopeica o de agujero de alfiler (cámara oscura pura, sin lente). La distancia entre el rayo principal y el eje óptico en una localización de la imagen define el tamaño de la imagen. Los rayos marginales y principales juntos definen el invariante de Lagrange, que caracteriza el rendimiento de procesamiento o *etendue* del sistema óptico.
- Un rayo oblicuo es un rayo que se origina en un punto del objeto en el plano YZ pero no se propaga en este plano. Tal rayo intersectará a la pupila de entrada en alguna coordenada arbitraria (x_p, y_p).
- Un rayo tangencial es un rayo oblicuo que intersecta la pupila de entrada, para un objeto en Y, en $x_p=0$. Es justo otro nombre para un rayo meridional.
- Un rayo sagital o rayo transversal es un rayo oblicuo que intersecta a la pupila en $y_p=0$.

Relación de Strehl El Cociente de Strehl o Relación Strehl, llamado así por el físico y matemático alemán Karl Strehl (1864-1940), es una medida de la calidad óptica de los telescopios y otros instrumentos de proyección de imagen. Se define, de un modo inmediato, como la razón del máximo de la PSF real a la PSF ideal del disco de Airy propio del sistema óptico. Es decir, el cociente entre la intensidad máxima observada en el plano de detección, para un punto fuente, comparado con la intensidad teórica pico máxima de un sistema de imágenes perfectas libre de aberraciones y funcionando al límite de la difracción. Si bien el cálculo del Strehl real requiere operaciones matemáticas complejas

(Cheng^(Che09) 2009):

$$S = \frac{1}{\pi^2} \left| \int_0^{2\pi} \int_0^1 \exp(2\pi i \Delta W(\rho, \theta)) \rho d\rho d\theta \right|^2,$$

donde W es la fase del frente de onda en la abertura y ΔW la aberración del frente de onda respecto a la referencia. Si las aberraciones son pequeñas se puede aproximar a:

$$S = \exp \left[- \left(\frac{2\pi}{\lambda} \sigma \right)^2 \right],$$

donde σ es la desviación cuadrática media, o error rms de la diferencia de camino óptico, y es una buena aproximación para $S > 0,1$ (Born&Wolf⁽⁶⁾ 1997).

Una simple expresión empírica dada por Mahajan da una aproximación muy cercana de la relación de Strehl en términos del error de frente de onda RMS:

$$S \sim e^{-(2\pi\omega)^2} \approx 1 - (2\pi\omega)^2,$$

con ω como el error de frente de onda RMS en unidades de la longitud de onda. Nótese que el uso del error RMS del frente de onda puede dar un resultado inadecuado; el valor real del Strehl –y la forma original de aproximación– dependen de la fase, por tanto determinada por la varianza de fase φ^2 y, más directamente, por la fase analógica para el error de frente de onda RMS basado en OPD, ϕ , con $\varphi^2 = (2\pi\phi)^2$.

La aproximación es exacta a un 2 por ciento para errores de RMS de $\sim \lambda/10$, disminuyendo la diferencia para errores menores. La diferencia con un valor exacto de Strehl aumenta gradualmente con el error RMS, pero incluso para $S \approx 0,3$ todavía no supera el 10 %. Se sobrestima Strehl real para aberraciones primarias bien equilibradas, y lo subestima para las aberraciones clásicas.

Esta aproximación se conoce también como «aproximación extendida de Maréchal» (en oposición a la aproximación original de Maréchal): $S \approx (1 - \frac{1}{\varphi^2})^2 \approx (1 - (2\pi\phi)^2/2)^2$ que, para $\phi \simeq \omega$, se puede escribir en términos del error RMS de frente de onda como

$$S \sim (1 - 2(\pi\omega)^2)^2.$$

Se pueden ver las gráficas para las distintas aproximaciones en <http://www.telescope-optics.net/Strehl.htm>.

Ruido Ruido es toda componente de una señal emitida o leída por algún dispositivo

que no proporciona información sobre la medida realizada y que la apantalla, ensucia o deteriora.

El ruido puede proporcionar información sobre el emisor, el detector o el medio de transferencia pero sólo contribuye a degradar la señal intrínseca que se busca. Hay distintos tipos de ruido asociados a los diferentes dispositivos o medios que intervienen en un sistema de información:

Lectura = Señal * Detector * Lector * Amplificador * Digitalizador * Transmisor * Visualizador

Hay ruidos calibrables y ruidos de la señal.

El detector o sensor tiene una cierta sensibilidad dependiente de su eficiencia (cuántica en el caso de fotones) y un cierto ruido básico debido a su temperatura y alimentación, NEP, y lo medimos junto con el *Bias*, es decir, la señal que da el sistema cuando no es estimulado. La Corriente de oscuridad (*Dark*) es la señal que produce el sistema cuando está abierto y recibiendo excepto la propia entrada de la señal. El ruido cuando el sistema está midiendo pero no existe señal es el Fondo. En el caso de detectores extensos bidimensionales existe una sensibilidad diferencial entre cada elemento resolutivo (habitualmente píxeles). El calibrado de ese diferencial se hace con una señal uniforme dentro del rango lineal de detectividad. Esta medida se llama *Flatfield*. En todas estas lecturas calibramos el sistema de información completo (salvo la respuesta espectral o a frecuencias).

Los ruidos que aparecen dependiendo de la señal y que contribuyen a su deterioro son:

Ruido cuántico: La naturaleza cuántica de la radiación muestra el problema que ocurre si se intenta describir una intensidad luminosa por una cantidad analógica, ya que los portadores de carga están cuantificados.

La estadística de llegada de fotones sigue una distribución de Poisson. Cuando se esperan $N = E/h\nu$ fotones, el valor promedio observado es N y la fluctuación es $\sqrt{N}$ alrededor de este promedio. Entonces, la razón señal ruido está determinada por un flujo de fotones igual a: $rsb = N/\sqrt{N} = \sqrt{N}$.

En óptica, se habla de ruido de fotones.

Ruido de disparo El ruido de disparo es un ruido electromagnético no correlacionado, también llamado ruido de transistor, producido por la llegada aleatoria de componentes portadores (electrones y huecos) en el elemento

de salida de un dispositivo, como puede ser un diodo, un transistor (de efecto de campo o bipolar) o un tubo de vacío. El ruido de disparo está yuxtapuesto a cualquier ruido presente, y se puede demostrar que es aditivo con respecto al ruido térmico y a él mismo.

Ruido de fondo El ruido de fondo representa el ruido de fotones de la luz parásita superpuesta a la señal científica. Como el ruido cuántico, está ligado a las fuentes (aquí parásitas) y no al detector. En el infrarrojo está dominado por el entorno cálido que ve el detector.

Ruido térmico El ruido térmico proviene de la agitación térmica de los portadores de carga del detector. Es debido al efecto Joule y es nulo en promedio, pero su desviación estándar aumenta con la temperatura. Este ruido, como los siguientes, depende del detector y de la cadena de detección.

Ruido de Johnson-Nyquist También conocido como ruido termal es el ruido generado por el equilibrio de las fluctuaciones de la corriente eléctrica dentro de un conductor eléctrico, el cual tiene lugar bajo cualquier voltaje, debido al movimiento térmico aleatorio de los electrones.

Ruido de parpadeo Es una señal o proceso con una frecuencia de espectro que cae constantemente a altas frecuencias con un espectro rosa. Es un ruido proporcional a $1/f$ (ruido rosa).

Ruido a ráfagas Este ruido consiste en una sucesión de escalones en transiciones entre dos o más niveles (no gaussianos), tan altos como varios cientos de milivoltios, en tiempos aleatorios e impredecibles.

Ruido de tránsito Está producido por la agitación a la que se encuentra sometida la corriente de electrones desde que entra hasta que sale del dispositivo, lo que produce una variación aleatoria irregular de la energía con respuesta plana.

Ruido de lectura El proceso de lectura contribuye al ruido, por ejemplo, cuando los fotoelectrones son transferidos a lo largo de una columna hacia un registro de lectura en una cámara CCD. Se cuantifica el ruido de lectura por su desviación estándar en cantidad de fotoelectrones por píxel. Un valor típico de σ_{lec} es de algunos fotoelectrones por píxel.

Ruido de amplificación La electrónica de amplificación introduce una ganancia G cuyo valor no es fijo sino que depende de varios ruidos.

Ruido de cuantificación La señal analógica es convertida finalmente en una señal numérica, codificada sobre n elementos de información (permitien-

do solamente $2n$ valores de codificación). Una señal contenida entre 0 e $I_{\text{máx}}$ presentará una resolución máxima de $I_{\text{máx}}/2n - 1$ (por culpa de la codificación y para respetar el criterio de Shannon).

Ruido de intermodulación Es la energía generada por las sumas y las diferencias creadas por la amplificación de dos o más frecuencias en un amplificador no lineal.

Con el advenimiento de los sistemas de medida digitales la medida del ruido térmico tiene una componente de generación de señal continua que ensombrece o reduce el nivel de discernimiento o muestreo, por lo que se le llama también ruido Nyquist. Como es debido al movimiento de cargas, que en una señal se asocia a una DC o frecuencia fija lo que implica una impedancia o resistencia, se identifica con un ruido blanco.

S

SCIDAR *SCIntillation Detection and Ranging* (Centelleo Detección y Fluctuación).

Instrumento de verificación de frente de onda. Este instrumento proporciona perfiles verticales de la turbulencia en tiempo real con o sin la contribución de la cúpula. Esta información es crucial tanto para la caracterización del sitio como para el diseño óptimo y la operación eficiente de los sistemas de AO/MCAO. El instrumento ha sido diseñado, desarrollado y probado por el IAC en TCS, y comisionado para el telescopio auxiliar de 1,8 m de VLT en Paranal.

Seeing Doble/Pandeo del frente de onda por las capas atmosféricas atravesadas debido a temperaturas, presión, composición, deslizamiento estratificado, burbujas convectivas, burbujas o capas más/menos densas o con más/menos agua, CO₂, OH,...

Sensor de curvatura El sensor de la curvatura, como lo describió Roddier (1988), está basado en la medición directa de la curvatura esférica a partir de imágenes fuera de foco. Para ello se emplean dos matrices de detectores situadas a ambos lados del plano focal del sensor (o un solo detector que se desplaza alternativamente a ambos lados del plano focal). La curvatura local produce variaciones de la intensidad en las posiciones correspondientes del detector generando señales proporcionales a ésta. En los bordes de la abertura, las diferencias de intensidad se corresponden con los gradientes radiales, cuyo conocimiento es necesario para la detección de aberraciones no esféricas.

SFO (SFO) Sensor de frente de onda, es un sistema de análisis de la superficie en fase de un frente de ondas. Esto se hace analizando la forma que tiene el frente de onda en una pupila que se reimagina en algún sistema de modo que, o bien por un muestreo de esa pupila con un sistema tipo «Shack-Hartmann» o por medidas de la forma desenfocada en distancias conocidas con un «sensor de curvatura», se puede obtener de nuevo la fase del frente de onda en cada punto de la pupila considerada.

Snell La ley de Snell es una fórmula simple utilizada para calcular el ángulo de refracción de la luz al atravesar la superficie de separación entre dos medios de propagación de la luz (o cualquier onda electromagnética) con índice de refracción distinto. El nombre proviene de su descubridor, el matemático holandés Willebrord Snel van Royen (1580-1626). La denominaron “Snell” debido a su apellido, pero le pusieron dos “l” por su nombre Willebrord el cual lleva dos “l”.

T

Telecéntrico En un sistema óptico telecéntrico el eje central del haz luminoso (rayo principal) que forma la imagen es paralelo al eje óptico, dando como resultado que la imagen no cambie de tamaño dependiendo de la posición del eje Z. Este sistema no produce variación en la amplificación de la formación de la imagen, aun si el objeto bajo observación está fuera de foco. Esta característica es la que permite que la operación de enfoque no sea tan crítica como en otros sistemas ópticos, por ejemplo microscopios o comparadores ópticos.

En un sistema óptico telecéntrico la pupila de salida se sitúa en el infinito y el ángulo sólido o cono de luz que ilumina cada punto es idéntico.

V

Viñeteo El viñeteo es el oscurecimiento que aparece en un haz óptico recortando la intensidad de luz que llega de una determinada dirección al plano focal.

Z

Zenit En Astronomía acostumbramos a escribir cénit con zeta, un tanto por deformación del inglés *zenith* y otro por la nomenclatura que usamos para referirnos

al punto del cielo sobre nuestra vertical en cada instante Z . También la distancia cenital utiliza la nomenclatura ‘ z ’ para definir el valor del ángulo que una línea de visión forma con el zenit. La distancia cenital viene dada por la diferencia al ángulo recto de la elevación o altura de un astro: $z = 90^\circ - h$.

DRAE: *cenit o cénit. (Del m. or. (mismo origen) que acimut, por error de transcripción de los copistas). 1. m. Astr. Intersección de la vertical de un lugar con la esfera celeste, por encima de la cabeza del observador.*

Zernike Los polinomios de Zernike constituyen una base infinita de polinomios ortogonales en un círculo de radio unidad. Permiten descomponer una superficie compleja como una combinación lineal de los términos de la base. Los polinomios de Zernike se enumeran como potencias de orden creciente de las coordenadas de los puntos del círculo de definición.

Los polinomios de Zernike, definidos en forma polar, se pueden descomponer en funciones pares e impares con las formas:

$$Z_n^m(\rho, \varphi) = R_n^m(\rho) \cos(m \varphi),$$

para las pares y:

$$Z_n^{-m}(\rho, \varphi) = R_n^m(\rho) \sin(m \varphi),$$

para las impares, donde m y n son números enteros naturales y $n \geq m$, φ es el acimut y ρ la distancia radial normalizada.

Los polinomios radiales R_n^m se definen:

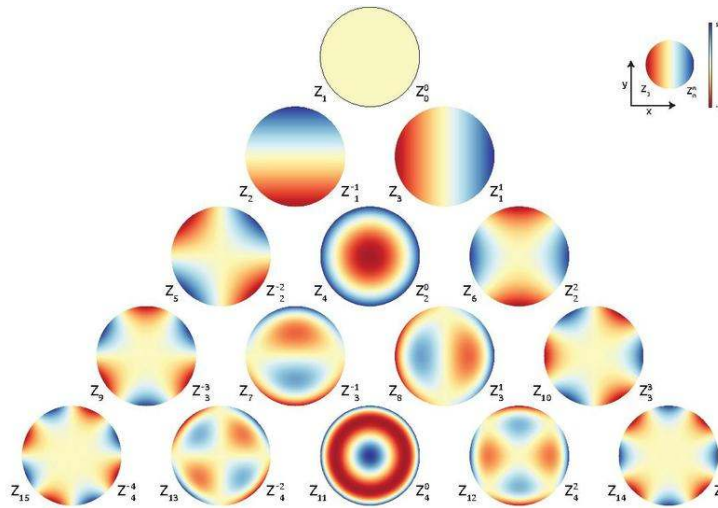
$$R_n^m(\rho) = \sum_{k=0}^{(n-m)/2} \frac{(-1)^k (n-k)!}{k! ((n+m)/2 - k)! ((n-m)/2 - k)!} \rho^{n-2k},$$

cuando $n - m$ es par, y son nulos para $n - m$ impar. Para $m = 0$, el polinomio se reduce a una forma dependiente sólo del radio: $R_n^0(\rho)$.

Aplicados a la óptica se utilizan para representar la forma del frente de onda en la pupila de un telescopio. Existe una forma corregida de los polinomios para una máscara anular. En ocasiones, los primeros términos se tratan de identificar con las aberraciones de Seidel.

Definiendo $x = r \cos \varphi$ y $y = r \sin \varphi$ tenemos la formulación cartesiana XY y así:

Índice Noll(j)	Grado(n) Radial	Grado(m) Azimuthal	$Z_j(Polar)$	$Z_j(XY)$	Nombre clásico
1	0	0	1	1	Pistón
2	1	1	$2r \cos \varphi$	x	Inclinación X-Tip (posición lateral)
3	1	-1	$2r \sin \varphi$	y	Inclinación Y-Tilt (posición lateral)
4	2	0	$\sqrt{3}(2r^2 - 1)$	$2r^2 - 1$	Desenfoque (posición longitudinal)
5	2	-2	$\sqrt{6}r^2 \sin 2\varphi$	$x^2 - y^2$	Astigmatism 0°
6	2	2	$\sqrt{6}r^2 \cos 2\varphi$	$2xy$	Astigmatism 45°
7	3	-1	$\sqrt{8}(3r^3 - 2r) \sin \varphi$	$(3r^2 - 2)x$	Coma X
8	3	1	$\sqrt{8}(3r^3 - 2r) \cos \varphi$	$(3r^2 - 2)y$	Coma Y
9	3	-3	$\sqrt{8}r^3 \sin 3\varphi$	$(x^2 - 3y^2)x$	Trifoil X
10	3	3	$\sqrt{8}r^3 \cos 3\varphi$	$(3x^2 - y^2)y$	Trifoil Y
11	4	0	$\sqrt{5}(6r^4 - 6r^2 + 1)$	$6r^4 - 6r^2 + 1$	Esférica de 3 ^{er} orden
12	4	2	$\sqrt{10}(4r^4 - 3r^2) \cos 2\varphi$	$4(x^4 - y^4) - 3(x^2 - y^2)$	Astigmatismo secundario 45
13	4	-2	$\sqrt{10}(4r^4 - 3r^2) \sin 2\varphi$	$(8r^2 - 6)xy$	Astigmatismo secundario 0
14	4	4	$\sqrt{10}r^4 \cos 4\varphi$	$x^4 + y^4 - 6x^2y^2$	Tetrafoil 0°
15	4	-4	$\sqrt{10}r^4 \sin 4\varphi$	$4(x^2 - y^2)xy$	Tetrafoil 45°



Índice alfabético

A

aberraciones, [23](#), [28](#)
 Seidel, [61](#)
Airy
 disco, [7](#), [120](#)
 distribución, [8](#)
 función, [7](#)
Airy, disco de, [80](#)
apertura, [119](#)
autoguiado, [93](#)

B

baffle, [195](#)
bandas, [80](#)
bias, [152](#)
 polarización, [158](#)
binning, [135](#)
blurring, [7](#)

C

cámara, [79](#)
campo, [60](#), [86](#)
Cassegrain, [118](#)
colimador, [79](#)
colimar, [89](#)
coronografía, [205](#)
corriente de oscuridad, [153](#)
cromática lateral, [83](#)
cromatismo, [80](#)
cubo de imágenes, [109](#)

D

Diagrama de manchas,
 véase también spots, [62](#)
dicróico, [93](#)
difracción, [7](#)
 figura de, [122](#)
dispersión
 cromática, [6](#)
dispersión cromática, [122](#)

E

eficiencia cuántica, [150](#)
emborronamiento, [7](#)
EMCCD, [73](#)
escala
 angular, [122](#)
especificaciones, [28](#)

F

f-no, [63](#), [65](#)
flatfield, [157](#)
fondo, [154](#)
fotodetector, [149](#)
fotométrico, [37](#)
fotometría, [37](#)
fotomultiplicador, [38](#)
fotones, [iii](#)
Foucault
 Test de, [30](#)
FOV, [114](#), [117](#)

Fried, parámetro de, *véase*
 longitud de coherencia
función de mérito, 62

G

Gaussiana, 6, 86, 156

I

image motion, 6
índice de refracción
 del aire, 6
irradiancia, 37
isoplanático, ángulo, 13

L

límite de difracción, 79, 119
límite de resolución, 80
longitud de coherencia, 12
Lorentziana, 6, 157

M

Moffatiana, 156
multipupila, 179

N

NEP, 150

P

píxel, 24, 27, 65, 129, 157, 158
paraxial, óptica, 23
PSF, 7

R

radiométrico, 37
rayos, 61
RECONS, 164
refracción
 índice de, 4
refracción atmosférica, 122

requerimientos, 28
responsividad, 150
ruido, 38

S

scardias, 165
seeing, 4
Seidel
 aberraciones, 84
sensibilidad, 150
sensor de curvatura, 30
Sensor de Frente de Onda, 39
SFO, 22, 30
simulador de telescopio, 89
speckles, 6
spots,
 Diagrama de, 62
Strehl, relacion de, 21

T

telecéntrico, 79, 119
tiempo de coherencia, 14

V

viñeteo, 29

Z

zenit, 5
Zernike
 polinoimio de, 12

¿Qué te parece desto, Sancho? – Dijo Don Quijote –
Bien podrán los encantadores quitarme la ventura,
pero el esfuerzo y el ánimo, será imposible.
Segunda parte del Ingenioso Caballero
Don Quijote de la Mancha
Miguel de Cervantes

¿Buena está – dijo Sancho –; firmela vuestra merced.
– No es menester firmarla – dijo Don Quijote –,
sino solamente poner mi rúbrica.
Primera parte del Ingenioso Caballero
Don Quijote de la Mancha
Miguel de Cervantes