
DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA
Universidad de La Laguna



Diploma de Estudios Avanzados

BIENIO 2005-2007

MEMORIA DOCENTE

Y

MEMORIA DE INVESTIGACIÓN

**FastCam: Imágenes en el rango visible
limitadas por difracción**

Jorge Andrés Pérez Prieto

Dirigido por
Dr. Rafael Rebolo
Dr. Sergi Hildebrandt



INSTITUTO DE ASTROFÍSICA DE CANARIAS

Este trabajo de investigación del DEA fue realizado en el Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC), presentado para la convocatoria de octubre de 2007 para el bienio correspondiente 2005-2007 del programa de doctorado “Física del Cosmos” en la Universidad de La Laguna.

Tribunal interno del IAC compuesto por:

Dr. Alejandro Oscoz Abad

Dr. Víctor Sánchez Véjar

RESUMEN

En esta memoria de DEA se describen las primeras pruebas de caracterización y observaciones con FastCam, una cámara de alta resolución en el rango visible desarrollada en el IAC con la colaboración de la Universidad Politécnica de Cartagena (UPCT).

FastCam se basa en la técnica de *lucky imaging*, descrita por D. Fried en 1978, con la que obteniendo imágenes de muy corta exposición ($\sim 30ms$) de manera rápida, se puede llegar a obtener algunas imágenes en momentos prácticamente sin *seeing*, en el límite de difracción del telescopio.

En este trabajo se detallan las pruebas realizadas con FastCam con el telescopio Carlos Sánchez (TCS) del Observatorio del Teide, sobre el comportamiento de la cámara y la técnica de selección de imágenes empleada. Durante las campañas de observación se observaron varios objetivos científicos, especialmente sistemas binarios cerrados, resolviéndose de manera rutinaria sistemas separados hasta $0.2''$ en condiciones de *seeing* de $2''$ en el telescopio TCS. Estos primeros resultados, excepcionales en el rango visible, demuestran el enorme potencial de FastCam como instrumento de alta resolución.

Índice

1. Introducción	1
1.1. El problema de la turbulencia atmosférica	2
1.2. Técnicas de corrección de la turbulencia	4
1.2.1. Óptica adaptativa	4
1.2.2. Sistemas <i>tip-tilt</i>	4
1.2.3. Selección y recentrado de imágenes (<i>Lucky imaging</i>)	4
2. FastCam: Imágenes en el rango visible limitadas por difracción	6
2.1. Descripción general de FastCam	6
2.2. CCD con multiplicación de electrones (EMCCD)	7
2.3. Sistema óptico	8
2.4. Software de adquisición y procesado	9
2.5. Procesado en tiempo real con FPGA	11
2.6. Análisis de bias y flats en EMCCD	14
2.6.1. Imágenes de <i>bias</i>	14
2.6.2. Imágenes de <i>flats</i>	16
2.6.3. Refrigeración de la cámara y corriente de oscuridad	17
2.7. Criterios de selección y reducción de imágenes	18
2.8. El comportamiento de FastCam	20
2.8.1. Perfiles de estrellas alineando y promediando imágenes	20
2.8.2. Forma de la PSF	24
2.9. Imágenes en el límite de difracción	27
2.10. Límite de detección de fuentes	28
3. Observación de Sistemas binarios y múltiples con FastCam	29
3.1. Campañas de observación	29
3.2. Calibración de la escala angular	30
3.3. Sistemas cercanos a la Tierra	32
3.4. Sistemas binarios particulares	42
3.5. Cúmulo globular M3	44
3.6. Sistemas binarios con estrellas masivas	44
4. Conclusiones	49

5. Agradecimientos	51
. Bibliografía	53

1

Introducción

La turbulencia atmosférica siempre se ha identificado como un grave problema que limita la resolución de los telescopios en tierra. Aunque en los últimos veinte años la proliferación de telescopios de 8 y 10 metros ha producido una mejora sustancial en la sensibilidad de fuentes astronómicas, su resolución sigue viéndose limitada por la calidad de la atmósfera, como ocurre desde la invención del telescopio.

Los esfuerzos actuales para combatir la turbulencia atmosférica son aún muy limitados y se retringen al infrarrojo cercano. Otros sistemas de alta resolución como la interferometría Speckle o correcciones de *tip-tilt* tienen sus propias limitaciones. La necesidad de obtener imágenes de alta resolución ($\sim 0,1''$) es de mayor interés científico que nunca y abarca desde el estudio estrellas binarias cerradas hasta el de núcleos de galaxias activas, pasando por la astrofísica solar y planetaria. Por todo ello, la comunidad astronómica exige un sistema de alta resolución en el rango visible eficiente y que sea accesible.

En esta memoria se describe el prototipo y primeros resultados de FastCam, una cámara de alta resolución en el rango visible que se está desarrollando en el IAC en colaboración con la Universidad Politécnica de Cartagena (UPCT). FastCam se basa en la pionera idea de Fried (1978) de que, en ocasiones, la atmósfera es suficientemente estable como para ofrecer imágenes cerca del límite de difracción del telescopio, al menos durante algunas centésimas de segundo. Una cámara suficientemente rápida y de bajo ruido podría tomar suficientes imágenes como para capturar estos momentos de tregua que ofrece la atmósfera, obteniendo así imágenes en el límite de difracción del telescopio en el rango visible.

En este capítulo se describirá brevemente el problema de la turbulencia atmosférica y los medios actuales para combatirranla. En el siguiente capítulo se explicará la caracterización básica que se ha hecho del prototipo de FastCam, del comportamiento y sensibilidad de la cámara y del método de obtención de imágenes. El último capítulo describe las primeras observaciones y resultados con FastCam, principalmente estrellas binarias, demostrando el enorme potencial de la cámara y de la técnica de *lucky imaging*.

1.1. El problema de la turbulencia atmosférica

El movimiento aleatorio de las capas de la atmósfera crea continuas deformaciones en el patrón de difracción característico de la estrella (o PSF, *Point Spread Function*) producida por un telescopio que varían en forma y posición en tiempos muy cortos. Este efecto hace que el límite de difracción teórico del telescopio, evaluado clásicamente (véase por ejemplo Born & Wolf 1997) por:

$$r = 1,22 \frac{\lambda}{D}, \quad (1.1)$$

con D el diámetro del telescopio y λ la longitud de onda observada, no sea cierto más que para telescopios pequeños. La PSF obtenida en largas exposiciones en las observaciones normales es el resultado de un promedio de un conjunto de distintas PSF deformadas por la atmósfera, produciendo un perfil de estrella mucho más disperso y una anchura a media altura (FWHM, *Full Width at Half Maximum*) varias veces mayor que la del límite de difracción, típicamente de entre $0.5''$ y $1''$ en los mejores observatorios.

En un tratamiento clásico, la luz monocromática de frecuencia ν proveniente de un punto lejano se representa como una onda plana:

$$\psi_0(\mathbf{r}, t) = A e^{i(\phi_0 + 2\pi\nu t + \mathbf{k} \cdot \mathbf{r})}, \quad (1.2)$$

donde ϕ_0 es un desfase de la onda, k el número de onda y \mathbf{r} y t son la posición y el tiempo de la onda compleja ψ_0 , respectivamente.

Cuando las ondas atraviesan las capas turbulentas de la atmósfera, las variaciones de su índice de refracción introducen variaciones de fase en las ondas y también en la amplitud, aunque éstas son de segundo orden. Las variaciones en amplitud descritas por $\chi_a(\mathbf{r})$ producen una onda perturbada:

$$\psi_p(\mathbf{r}) = \left(\chi_a(\mathbf{r}) e^{i\phi_a(\mathbf{r})} \right) \psi_0(\mathbf{r}). \quad (1.3)$$

Asimismo, cuando los rayos de luz de dos fuentes cercanas atraviesan la atmósfera, se desvían y desfasan de manera levemente distinta, al hacerlo por zonas de la atmósfera un poco diferentes. En el estudio de la turbulencia atmosférica basada en la estadística de Kolmogorov (1941), la diferencia de fase entre dos puntos en la pupila del telescopio separados por ρ es la llamada función de estructura de onda:

$$D_\phi(\rho) = \langle |\phi(r, t) - \phi(r + \rho, t)|^2 \rangle, \quad (1.4)$$

Como el desfase depende del índice de refracción, suponiendo perturbaciones pequeñas la ecuación 1.4 se puede escribir como (véase, por ejemplo, Bonet 1999):

$$D_\phi(\rho) = 2,91 k^2 (\cos\gamma)^{-1} \rho^{5/3} \int C_n^2(h) dh \quad (1.5)$$

donde k es el número de onda, γ la distancia al cénit 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

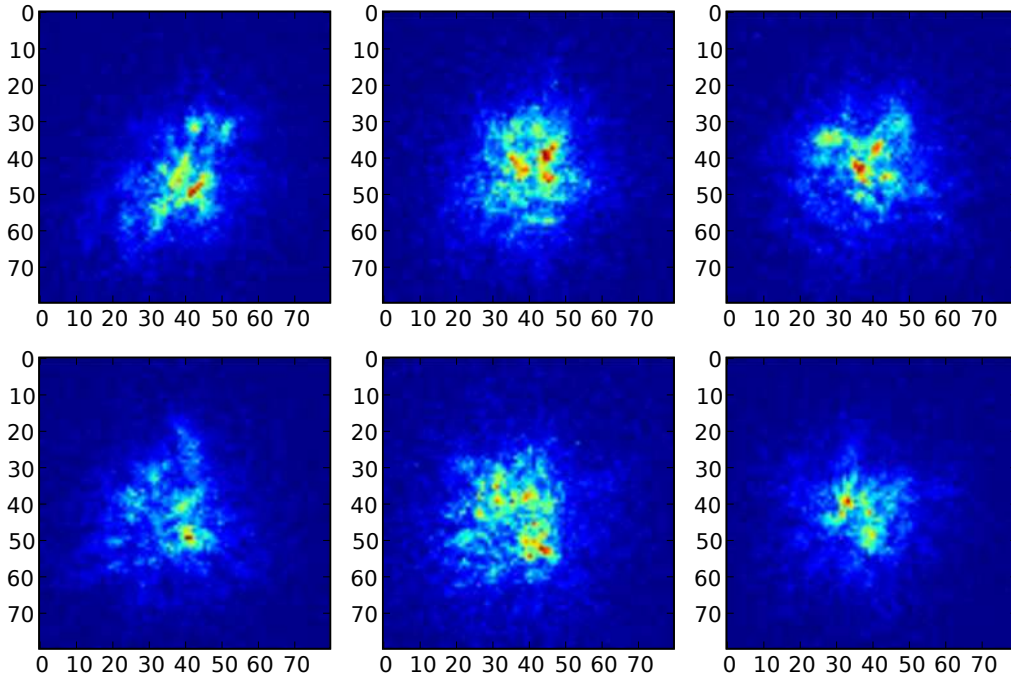


Figura 1.1: Serie continua de imágenes de 30 ms de exposición de GJ 436 obtenida el 25 de febrero de 2007 con el Telescopio Carlor Sánchez (TCS) del Observatorio del Teide. Con exposiciones suficientemente cortas se observa la distorsión de la PSF por la atmósfera, produciendo patrones de *speckles*, 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 es de unos $6''$ en estas imágenes con *seeing* de $2,2''$. Unidades en píxeles, con una escala $0,076''/\text{píxel}$.

en la atmósfera.

Definiendo el parámetro r_0 de Fried (1966) como

$$r_0 \equiv \left[0,423k^2 (\cos\gamma)^{-1} \int C_n^2(h) dh \right]^{-3/5}, \quad (1.6)$$

la ecuación 1.5 se puede escribir como:

$$D_\phi(\rho) = 6,88 \left(\frac{\rho}{r_0} \right)^{-3/5}. \quad (1.7)$$

El parámetro de Fried se puede interpretar como el diámetro del telescopio limitado por difracción de igual resolución que el que se tiene con una larga exposición con un telescopio limitado por *seeing*. Por este motivo, r_0 es un manera de evaluar la calidad de la atmósfera de un observatorio; cuanto más grande es r_0 mejores condiciones tendrá la atmósfera. El Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma suele tener un r_0 de entre 10 y 30 cm (Barletti *et al*, 1977, Vernin & Muñoz-Tuñón, 1994).

Cuando se trata de cortas exposiciones (< 60 ms) el patrón observado es una mancha de *speckle* que varía fuertemente en centésimas de segundo. En la figura 1.1 se muestra una serie continua de *speckles* de GJ 436; cada una difiere sólo en 30 ms de la siguiente. El tamaño de cada mancha es de $3''$ ó $4''$ (campo de $6''$) y se observa el grado de distorsión y la rápida variación de las manchas de *speckles*. La acumulación de muchos de estos patrones produce una PSF tipo Gaussiana o Moffatiana observada en las imágenes de larga exposición.

1.2. Técnicas de corrección de la turbulencia

Se han desarrollado varias técnicas para compensar la distorsión producida por la atmósfera, generalmente opto-mecánicas como la óptica adaptativa y los sistemas de *tip-tilt* y también técnicas interferométricas, si bien todas ellas tienen limitaciones técnicas.

1.2.1. Óptica adaptativa

Es un sistema complejo que compensa en tiempo real la distorsión atmosférica actuando en un espejo deformable que se encuentra en el camino del frente de onda. Emplea un sensor de frente de onda que evalúa la distorsión producida en una estrella guía cercana al objeto científico.

Hay varios sistemas de óptica adaptativa funcionando actualmente (ver, por ejemplo, Wizinowich *et al.* 2000 sobre el sistema de óptica adaptativa del telescopio Keck II), pero por ahora están limitados a trabajar en el infrarrojo cercano, obteniéndose los mejores resultados en bandas *H* ($1,6\mu\text{m}$) o *K* ($2,2\mu\text{m}$). Otra limitación de este sistema es que requiere estrellas de guía brillantes (~ 12 mag) para ser eficientes, por lo que en la actualidad se trabaja en sistemas de estrella guía artificiales con láseres que excitan la capa alta de sodio de la atmósfera.

1.2.2. Sistemas *tip-tilt*

Corrigen el movimiento de la imagen usando un espejo móvil recentrando y reenfocando la imagen en el detector. Los mejores resultados se obtienen nuevamente en el infrarrojo, donde en banda *K* se puede llegar a mejorar la anchura de la PSF de $0,6''$ a $0,3''$ en telescopios pequeños ($< 4\text{m}$) (Jim, 2000).

La corrección de sistemas *tip-tilt* en el visible aun es muy ineficiente, produciendo mejoras de entre 10 % y 30 % en la anchura de la PSF.

1.2.3. Selección y recentrado de imágenes (*Lucky imaging*)

La técnica de selección de imagen se basa en la idea de registrar los momentos de estabilidad atmosférica, típicamente de unos milisegundos de duración, empleando exposiciones muy cortas. Con una cámara que capture estos momentos de quietud atmosférica, se puede llegar al límite de resolución del telescopio en el rango visible (ecuación 1.1). La idea original fue de D. Fried (1978), que empleó el término *lucky images* para designar a esas exposiciones en atmósfera de mínima turbulencia. Según su trabajo, la probabilidad de obtener una imagen en el límite de difracción depende del diámetro D del telescopio y del *seeing* (por medio del parámetro de Fried, r_0) como:

$$P \approx 5,6 \exp [-0,1557(D/r_0)^2], \quad (1.8)$$

donde supone que la turbulencia sigue una estadística de Kolmogorov (1941). Según esta relación, para un telescopio como el Carlos Sánchez¹ (1.5m) del Observatorio del Teide y suponiendo un $r_0 = 35\text{cm}$ en banda I , un valor muy habitual en esa banda, hay una probabilidad de aproximadamente el 32% de tener imágenes en el límite de difracción (0,2% para un telescopio de 2.5 m) sin embargo, si $r_0 = 25\text{cm}$, esta probabilidad baja al 2%.

Esta técnica se lleva empleado con cierto éxito desde los años 90 usando cámaras de vídeo (Dantowitz, 1998) e incluso por astrónomos aficionados con pequeñas cámaras de vídeo comerciales (generalmente cámaras web). Sin embargo, gracias al reciente desarrollo de detectores de alta sensibilidad y de bajo ruido de lectura, se han desarrollado instrumentos que alcanzan el límite de difracción en el visible de manera rutinaria (Baldwin et al. 2001, Law 2006, Hormuth et al. 2007).

¹<http://www.iac.es/telescopes/tcs/tcs.html>

2

FastCam: Imágenes en el rango visible limitadas por difracción

FastCam es un sistema de alta resolución en el rango visible basado en la selección y el recentrado de imágenes, desarrollado en el IAC en colaboración con la UPCT. Se basa en un detector comercial de lectura rápida y bajo ruido junto con un sistema óptico, electrónico y de software desarrollado por el equipo de FastCam.

En este trabajo se describen las primeras pruebas con FastCam realizadas en el Telescopio Carlos Sánchez del Observatorio del Teide. Este período fue de mayo de 2006 hasta abril de 2007. Se empleó la cámara del proyecto SCIDAR¹ del IAC como prototipo de FastCam.

En este capítulo se describen la respuesta de la cámara y el sistema de adquisición. La idea es obtener una caracterización básica que guíe la definitiva, que se realizará a partir de septiembre de 2007 cuando se sustituya el detector actual de 128x128 píxeles por otro mayor de 512x512.

2.1. Descripción general de FastCam

FastCam es un instrumento relativamente sencillo que, de manera simplificada, consta de un detector CCD (*Charge-Coupled Device*) con multiplicación de electrones, generalmente llamado *Electron Multiplying Charge Coupled Device* o EMCCD, un sistema óptico, una tarjeta programable FPGA y los ordenadores de control y adquisición. Los componentes principales son:

- **Cámara EMCCD.** Cámara CCD con multiplicación de electrones (EM). Se trata de una cámara comercial ANDOR de 128x128 píxeles de bajo ruido, que es capaz de tomar imágenes de corta exposición ($t \sim 1$ ms) sin prácticamente ruido de lectura.
- **Óptica.** Sistema óptico de la cámara para la colimación y el control de la escala. Se utiliza para obtener un haz colimado en el detector y obtener la escala de píxel

¹Programa de caracterización de la calidad de los observatorios del Teide y del Roque de Los Muchachos, dirigido por Jesús Jiménez, <http://www.iac.es/proyectos.php?op1=7&op2=18&id=11>

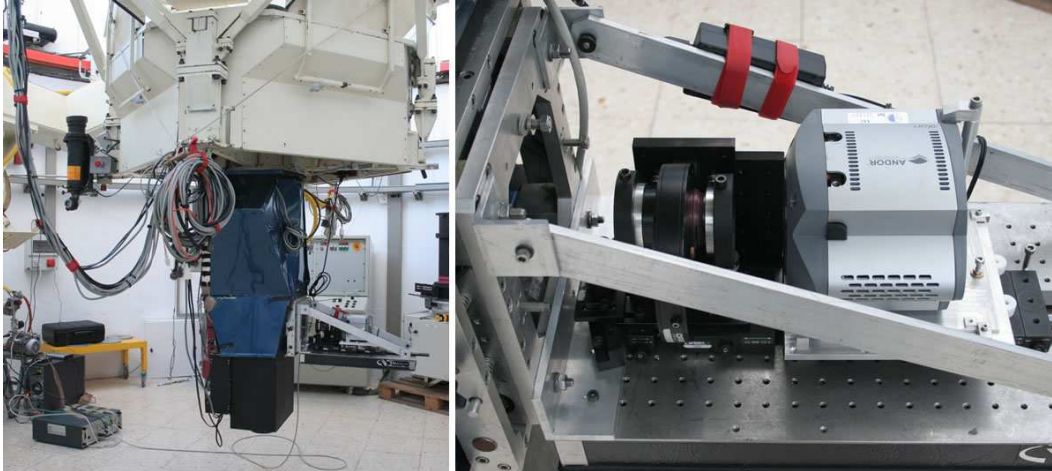


Figura 2.1: FastCam en el foco Cassegrain del Telescopio Carlos Sánchez en el Observatorio del Teide en abril de 2007.

adecuada según las condiciones de observación. El campo típico en el TCS con la cámara de 128x128 es de unos 9".

- **Sistema FPGA.** Tarjeta electrónica programable. Placa electrónica que por *hardware* evalúa y pre-procesa en tiempo real las imágenes que recibe de la cámara.
- **Ordenadores.** Tres ordenadores para el control de la cámara y adquisición de datos.

En la figura 2.1 se muestra el prototipo de FastCam, con el detector, los filtros y la óptica en el foco Cassegrain del TCS.

2.2. CCD con multiplicación de electrones (EMCCD)

La parte principal de un sistema de imagen selectiva como FastCam es una cámara de lectura rápida (hasta cientos de imágenes por segundo) basada en tecnología de multiplicación de electrones (EMCCD) desarrollada por Andor Technology. La cámara empleada en el prototipo de FastCam utiliza un detector TECH CCD60 de E2V de 128x128 píxeles de $24\mu\text{m}^2$ de tamaño y convertor A/D de 14 bits.

Este tipo de cámaras permiten hacer del orden de 100 exposiciones por segundo con muy bajo ruido de lectura y alta sensibilidad gracias a su dispositivo de multiplicación de electrones. En principio, los EMCCD emplean un esquema de CCD convencional al que se le incorpora una sección adicional llamada registro de ganancia (*gain register*), que consiste en una fila de píxeles por la que pasa la carga que se transfiere. En este caso, cada píxel de registro de ganancia posee dos electrodos, uno de ellos con un potencial fijo y el otro se hace oscilar como en los CCD convencionales, pero con un voltaje superior de alrededor de 50 V en lugar de los 5-10 V habituales. Este voltaje es en realidad muy superior al realmente necesario para desplazar las cargas, pero es suficientemente alto como para producir ionización por impacto, generando así nuevos electrones. La amplitud del voltaje aplicado y por tanto el nivel de amplificación de electrones (EM) se puede cambiar en todo momento

con el interfaz de usuario de la cámara.

Al igual que en los CCDs convencionales, los EMCCD sufren corriente de oscuridad (*dark current*) y ruido de lectura y éste último puede ser el dominante en modo de lectura rápida como en el que trabaja FastCam. Con la refrigeración por Peltier, la corriente de oscuridad se hace en principio despreciable.

En el caso particular de los EMCCD aparece una fuente adicional importante de ruido producida por el oscilador llamada *Clock Induced Charge* (CIC). Esta fuente es ahora importante porque el reloj de lectura funciona con frecuencias del orden del MHz y en los CCD convencionales es del orden del KHz. Para controlar esta fuente de ruido hay que utilizar una velocidad de lectura adecuada, que encontramos ser de ~ 10 MHz para exposiciones de entre 10 y 60 ms. Valores más altos producen un ruido innecesario, aumentando exponencialmente con la frecuencia del reloj y valores más bajos limitan la velocidad de imágenes de la cámara.

Este último factor es importante, ya que al aumentar el tamaño del detector la transferencia de carga se hará más lenta y de hecho, detectores de Andor similares, de 1024x1024 píxeles, se mostraron inapropiados para la especificaciones necesarias para FastCam, con los que tasas de decenas de imágenes por segundo no serían posibles a tamaño completo de detector, sino usando ventanas. Por este motivo, se decidió emplear una cámara de 512x512 píxeles en la versión definitiva de FastCam aún en desarrollo.

Además del EM, la cámara posee también un pre-amplificador (para abreviar, *ga*) o amplificador externo que también mejora la señal, pero que contribuye con ruido. En este caso su factor de amplificación no es tan importante y encontramos más adecuado emplear valores bajos (ajustable en el interfaz de usuario) para disminuir su aportación de ruido. Es posible que el *ga* contribuya a cierta iluminación en diagonal (véase sección 2.6).

2.3. Sistema óptico

La óptica de FastCam está diseñada para una fácil adaptación a distintos telescopios y consta básicamente de una pareja de lentes colimador y de cámara, móviles y reemplazables según el telescopio de trabajo. En la figura 2.2 se muestra el esquema óptico del prototipo de FastCam. En el diagrama también se incluye una cámara de adquisición y un espejo móvil que tendrá la versión final.

La pareja de lentes colimador y de cámara se ajustan hasta obtener una escala de píxel adecuada; ya que el objetivo son imágenes limitadas por difracción, es fundamental hacer un muestreo adecuado de la PSF. Usando como criterio de resolución los primeros puntos de anulación de la función de Airy y empleando cinco o seis píxeles para muestrear ese patrón (aproximadamente tres píxeles para la anchura a media altura, FWHM), la escala resultante en el caso del TCS es de $\sim 0,07''/\text{píxel}$ con la cámara prototipo de 128x128 píxeles, de $24\mu\text{m}^2$ de tamaño de píxel, dando un campo de unos $9''$. Una escala mayor proporcionará muy pocos puntos para describir la PSF resultante, comprometiendo la astrometría y la fotometría de la cámara.

Gracias a la flexibilidad de la óptica, en el caso de que FastCam se instale en otro telescopio bastaría con reemplazar la pareja de lentes por los adecuados para el nuevo

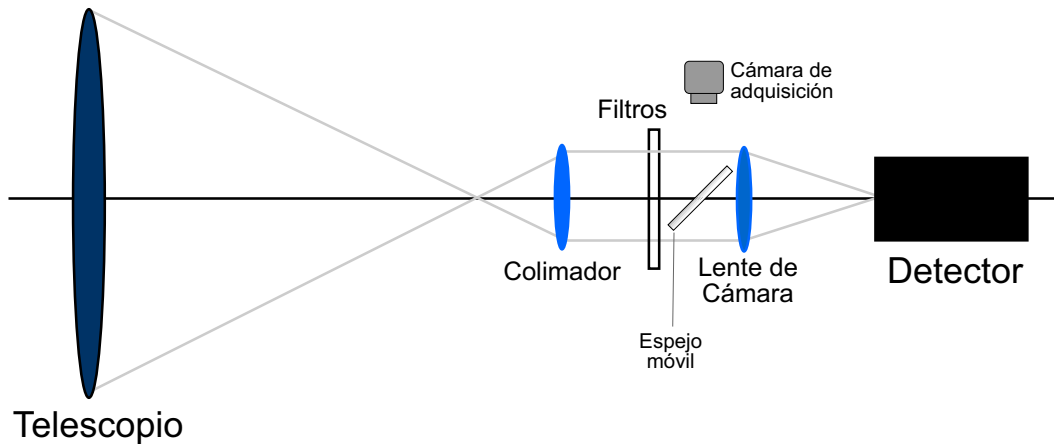


Figura 2.2: Esquema óptico de FastCam.

telescopio. Además del TCS, actualmente FastCam está preparada para funcionar en el Telescopio Nórdico (Nordic Optical Telescope², NOT) de 2.5m y el Telescopio William Herschel (William Herschel Telescope³, WHT) de 4.2m, en el Observatorio del Roque de los Muchachos, en la isla de La Palma.

En el futuro, FastCam también contará con un sistema de corrección atmosférica, esencial para hacer observaciones de alta resolución en filtros de banda ancha en grandes telescopios.

2.4. Software de adquisición y procesado

En la versión actual, FastCam utiliza tres ordenadores de control, que se emplean para controlar los parámetros de la cámara, la adquisición de imágenes y la programación de la FPGA. Estos ordenadores son:

- **Control de la cámara.** Es un ordenador con sistema operativo Windows que ejecuta el *software* del fabricante de la cámara para modificar sus parámetros, ajuste de temperatura y también puede guardar cubos de imágenes si fuera necesario.
- **Ordenador de adquisición.** Ordenador sistema operativo GNU/Linux que ejecuta el *software* de FastCam, que se encarga de adquirir las imágenes que llegan de la cámara después de pasar por la FPGA y también para procesar las imágenes una vez en disco. Ejecuta el *software* de FastCam, un programa desarrollado por el Dr. Antonio Pérez Garrido y su equipo de la Universidad Politécnica de Cartagena (UPCT), específicamente para el proyecto.
- **Control de FPGA.** Ordenador con Windows ejecutando SciLab para programar la FPGA (ver sección 2.5).

²<http://www.not.iac.es/>

³<http://www.ing.iac.es/Astronomy/telescopes/wht/>

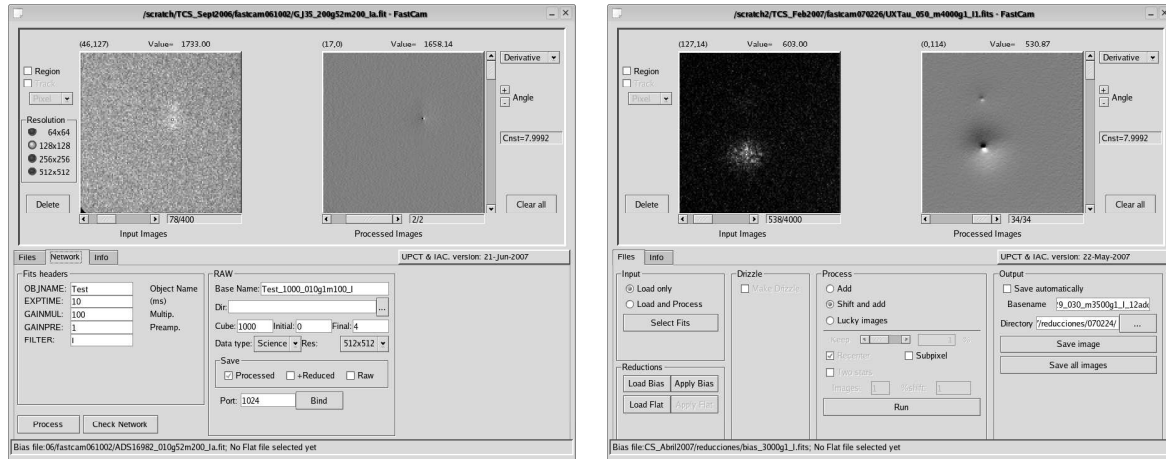


Figura 2.3: Pantallas del *software* de FastCam en su modo de adquisición (izquierda) y procesado (derecha).

El funcionamiento actual de FastCam es pasivo: adquiere imágenes de manera continua y se procesan a pie de telescopio o en laboratorio. De esta labor se encarga el ordenador GNU/Linux que ejecuta el *software* de FastCam.

El programa tiene dos modos de funcionamiento: el modo para reducción de imágenes *a posteriori* y el modo de adquisición de imágenes. En la figura 2.3 se muestran dos capturas de pantalla de ambos modos de funcionamiento.

En el modo de adquisición (figura 2.3, izquierda), el *software* se mantiene a la escucha de un puerto del ordenador (generalmente el 1024), recibiendo imágenes de la cámara de manera continua. La interfaz permite elegir el número de cubos deseados y su tamaño y guardarlos automáticamente con una nomenclatura definida por el usuario. Este modo de funcionamiento es capaz de adquirir tanto las imágenes crudas recibidas por la cámara, como las reducidas y procesadas por la FPGA, lo ofrece un control total sobre los datos que se almacenan.

El modo de procesado del software (a la derecha de la figura 2.3) se emplea para procesar los cubos de imágenes una vez guardados. Permite cargar varios cubos de imágenes, habitualmente unas 12000-20000 para imágenes actuales de 128x128 píxeles y 2 Gbytes de memoria del ordenador, evaluándolas con el criterio del píxel más brillante. Tiene la opción de aplicar imágenes de *bias* y *flats* y posee tres modos de procesado:

- **Modo *Add***: Promedia todas la imágenes cargadas sin evaluarlas ni alinearlas. Generalmente se emplea para crear imágenes de *flats* y de *bias* e imágenes de cielo con *seeing natural*.
- **Modo *Shift & Add***: Recentra todas las imágenes usando el píxel más brillante sin descartar ninguna imagen.
- **Modo *Lucky Images***: Es el modo de uso general, en el que programa evalúa primero todas las imágenes cargadas y las ordena según el criterio del píxel más brillante y

luego se alinean y promedia un porcentaje de las mejores, porcentaje definido por el usuario, generalmente entre el 1 % y el 10 %.

El programa permite generar series de imágenes con distintos porcentajes de *lucky's*. Una vez procesadas, las imágenes promediadas aparecen en la parte derecha de la pantalla con dos modos de representación, el modo normal empleando niveles de máximo y mínimo de la imagen y en modo derivada, especialmente útil para resaltar cambios de intensidad en la imagen y detectar así fuentes débiles.

Para facilitar el procesado, se puede elegir una zona de búsqueda del píxel brillante, lo que permite en caso de estrellas binarias, limitar la búsqueda sólo en una estrella, evitando así que el máximo salte de una estrella a otra haciendo fallar al algoritmo. Esto último no funcionaría en un sistema muy cerrado ($< 2''$) en que las estrellas tengan magnitud comparable. En ese caso, el máximo suele pasar de una estrella a otra y en consecuencia, el alineado, que también utiliza el píxel más brillante, produce un patrón típico de estrella triple. Este efecto se puede reducir empleando el algoritmo de estrella doble que posee el mismo programa. Al activarlo, cada imagen se correlaciona con la anterior y, si su patrón no coincide, la imagen es descartada.

La última versión del *software* está compilada para 64 bits y pensada para funcionar de manera eficiente en un ordenador con doble núcleo (*Dual core*). El programa ejecuta dos procesos independientes que corren cada uno en uno de los núcleos (el sistema operativo Linux se encarga de distribuir el trabajo), uno para leer los datos que envía la FPGA y el otro para procesar y guardar las imágenes.

2.5. Procesado en tiempo real con FPGA

Uno de los mayores retos técnicos en la técnica de imagen selectiva es la limitación que existe en la adquisición y el procesado de la ingente cantidad de imágenes necesarias. Aunque el procesamiento *a posteriori* de los datos ofrece cierta flexibilidad y una reducción más precisa, la cantidad de imágenes generadas, unos 30 Gb/noche con una cámara prototipo (128x128 píxeles) y unos 500 Gb/noche con la definitiva (512x512 píxeles), a lo que se suman tiempo de grabado y procesado, hacen que esta estrategia sea poco eficiente.

Una de las principales innovaciones de FastCam es la evaluación y adquisición de imágenes en tiempo real empleando un tarjeta electrónica programable FPGA (*Field Programmable Gate Array*). Una tarjeta FPGA, es un circuito integrado que posee varios bloques o componentes lógicos (CLB o *Configurable Logic Block*) con memoria propia e interconexiones entre ellos que son programables, dando una gran flexibilidad de uso. En la FPGA se implementa todo el sistema en un único *chip*, que con ayuda de un sistema de CAD (*Computer Aided Design*) permite implementar aplicaciones en poco tiempo sin necesidad de procesos físicos.

La tarjeta FPGA se programa con un algoritmo que funciona de manera similar al software de procesamiento, recibiendo las imágenes directamente de la cámara y evaluándolas según su píxel más brillante, para luego alinearlas y sumarlas si se desea y trabajando en tiempo real.

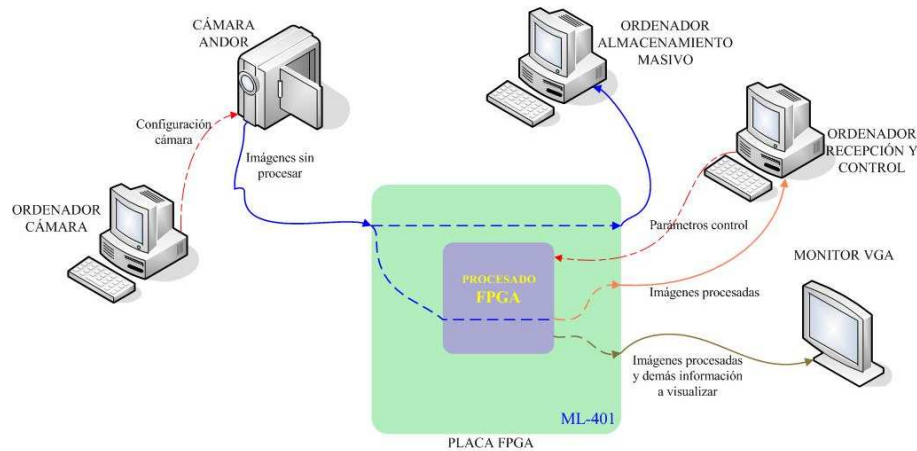


Figura 2.4: Esquema de funcionamiento de la FPGA con las conexiones a los ordenadores de control (Piqueras-Meseguer, 2006).

En la figura 2.4 se muestra un esquema de la adquisición centrada en la FPGA. Las imágenes enviadas por la cámara las evalúa y procesa la FPGA según los parámetros indicados con el ordenador de control de tarjeta. La FPGA va guardando en memoria un número modificable de imágenes que después evalúa comparándolas con la serie anterior y quedándose con un porcentaje determinado que fija el usuario. Este porcentaje, así como el número de imágenes evaluadas se pueden modificar reprogramando la tarjeta con el ordenador de control.

El funcionamiento de la FPGA permite obtener imágenes procesadas sin necesidad de guardar las imágenes evaluadas. Esto reduce enormemente el tiempo de observación y procesamiento.

Aunque durante esta fase de prototipo de FastCam la adquisición con FPGA aún está en pruebas, su eficacia es sorprendente. En la imagen 2.5 se ven los perfiles de Régulus y la estrella binaria ADS 8446 (0.39'') observadas con el TCS el 1 de mayo de 2007. La imagen superior izquierda es el perfil con *seeing* natural de 2.8'' en banda *I* de Régulus; alineando y promediando las 20 % mejores de 10000 imágenes con la FPGA se obtiene una FWHM de 0.2'' (arriba derecha). Igualmente, con el sistema doble (debajo) observado en banda *R* con un *seeing* de 2.4'', alineando y promediando el 2 % mejor de 10000 se resuelve sin problemas el sistema binario. El tercer pico de menor intensidad observado en el lado izquierdo es una imagen no real producido por el algoritmo de alineado (ver sección 2.7).

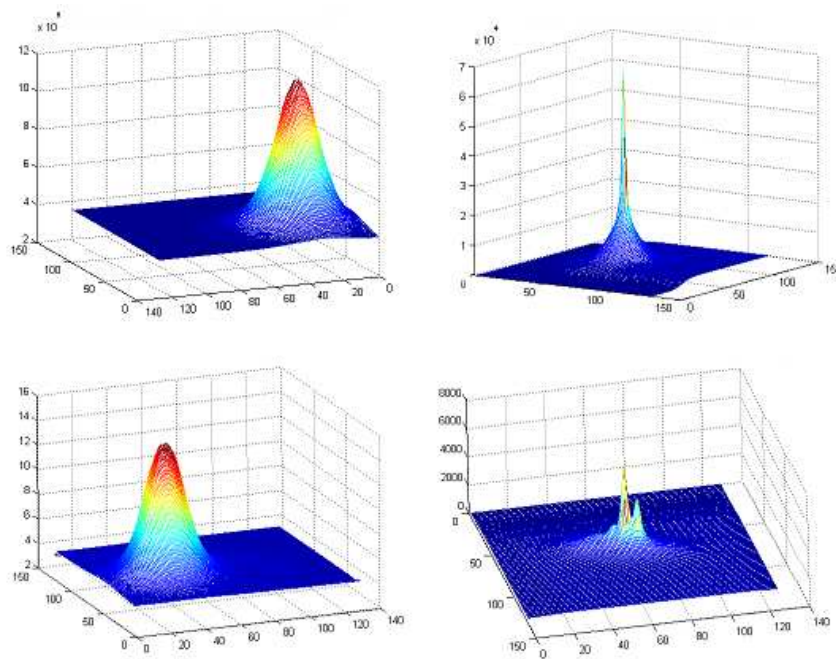


Figura 2.5: Perfiles de Régulus y la estrella binaria ADS 8446 ($0.39''$) observadas con el Telescopio Carlos Sánchez (TCS).

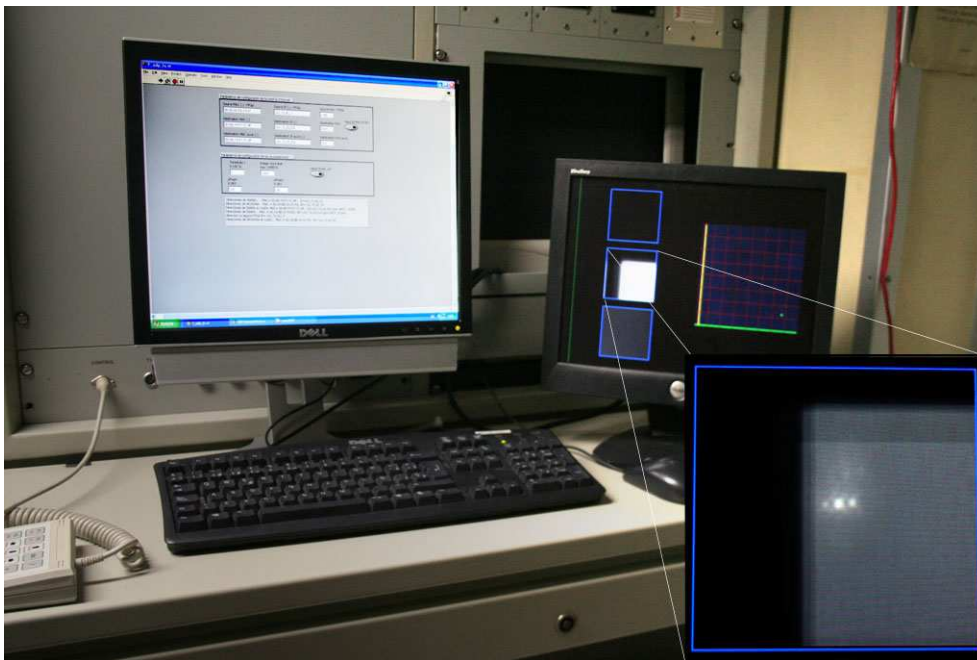


Figura 2.6: Tarjeta FPGA en funcionamiento, resolviendo el sistema binario ADS 10598 ($0,2''$) en tiempo real en el Telescopio Carlos Sanchez el 1 de mayo de 2007.

En la figura 2.6 se muestran las pantallas que controlan la FPGA durante una noche de observación en abril de 2007 con el TCS. A la izquierda se ve el interfaz de programación de la tarjeta y a la derecha el resultado de la selección y recentrado en tiempo real de la binaria ADS 10598, con una separación de sólo $0,2''$, que se observa con el *efecto triple* debido al salto entre máximos de una estrella a otra cuando las componentes son similares; el algoritmo de la FPGA también incorporará un sistema para reducir este efecto.

Aunque en futuras pruebas se mostrará en qué condiciones merece la pena conservar todas las imágenes, es previsible que el funcionamiento rutinario de FastCam sea la evaluación y el recentrado de imágenes con FPGA en tiempo real.

2.6. Análisis de bias y flats en EMCCD

Aunque los CCD con multiplicación de electrones se basan en los mismos principios que los CCD convencionales, es probable que debido a sus propiedades, su respuesta electrónica pueda ser peculiar, además de producir señales o artefactos adicionales. Aunque puede que no afecten demasiado a las medidas astrométricas, que son el primer objetivo de FastCam, es fundamental conocer el comportamiento de los *bias* y *flats* si se desea hacer medidas fotométricas precisas con el instrumento.

Durante varias campañas realizadas entre 2006 y 2007 (ver capítulo 3) se dedicó parte de algunas jornadas para tomar *bias* y *flats* con distintos parámetros y estudiar su estabilidad especialmente en septiembre de 2006 y febrero de 2007. Sin hacer una caracterización exhaustiva del detector, ya que se trataba de un prototipo, estudiamos el comportamiento de *bias* y *flats* en distintas condiciones.

2.6.1. Imágenes de *bias*

Las imágenes de *bias* o de nivel de pedestal son la señal que produce el detector con tiempo de integración nulo. La manera habitual de hacer los *bias*, igual que las imágenes científicas y de *flats*, es tomar cubos de miles de imágenes, por lo que es útil saber cual es el efecto de promediar distinto número de imágenes, para saber el número de imágenes necesario. En la figura 2.7 se muestra la variación de la desviación estándar resultante con el número de imágenes promediadas para la campaña de febrero de 2007. Para una configuración determinada de la cámara se realiza un único cubo de 4000 imágenes de *bias* creando imágenes promedio con distinto número de *frames*. Se observa que, aunque disminuye rápidamente, a partir de algunos cientos de imágenes la mejora ya no es sustancial, con lo que cubos de entre 100 y 500 imágenes son suficientes para un *bias* óptimo. En el informe sobre la campaña de septiembre de 2006 (González-Pérez, 2007) se llega a la misma conclusión, aunque con menor número de imágenes y mayor desviación estándar, muy posiblemente por emplear en febrero una frecuencia de lectura de 10 MHz y en septiembre de 2006 una mayor, de unos 20 MHz.

La señal de *bias* se ve también afectada por los factores de amplificación que se empleen en la cámara. En la tabla 2.6.1 se muestra el resultado de promediar un cubo de 4000 imágenes de *bias* con distintos factores de amplificación del EM (multiplicación de elec-

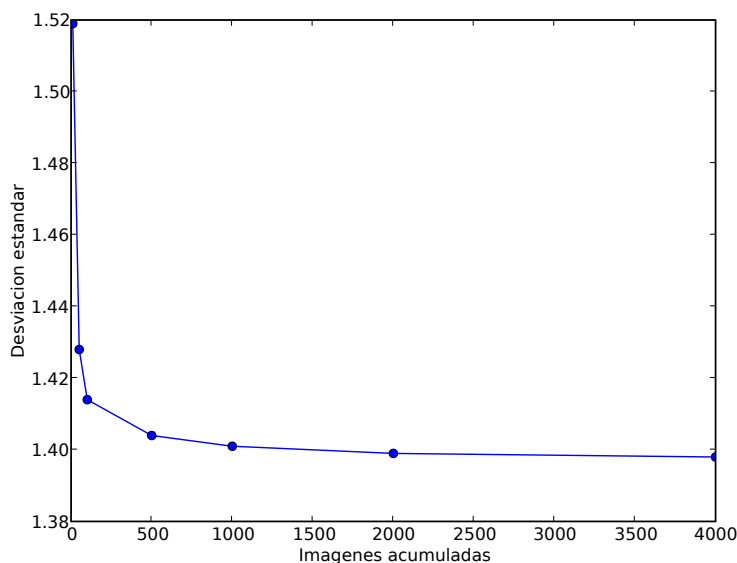


Figura 2.7: Variación de la desviación estándar del *bias* con el número de imágenes promediadas. A partir de unos cientos de imágenes la variación de la desviación estándar no es significativa.

trones, x1-x400) y del *ga* (amplificador externo, x1-x4.7) tomadas en Septiembre de 2006 con el telescopio TCS.

TABLA 2.6.1: ESTADÍSTICA DE IMÁGENES DE *bias* EN SEPTIEMBRE DE 2006

EM	<i>ga</i>	Media	Desv estándar	Min	Max
x1	x1	891.9	1.264	880	893
x100	x1	885.5	1.364	872	886
x200	x1	890	1.445	876.	891
x1	x2.7	952.2	2.538	930	954
x100	x2.7	949.9	2.699	926	952
x200	x2.7	931.1	2.761	906.	933
x1	x5.2	971.0	3.017	946	974
x100	x5.2	965.7	3.157	939	969
x200	x5.2	929.8	2.758	904.	932

Se puede ver que el valor medio de la señal es considerablemente más sensible al amplificador externo que a la multiplicación de electrones, con algunas decenas de cuentas de diferencia (González-Pérez 2007), lo que sugiere emplear una baja amplificación externa para mantener el nivel de *bias* lo más bajo posible, típicamente de 400 cuentas.

En Febrero de 2007 se empleó una cámara distinta aunque de características idénticas a la empleada en septiembre de 2006, también del proyecto SCIDAR, en la que se observa

el mismo comportamiento. En la tabla 2.6.1 se muestran los valores obtenidos con distintas ampliificaciones electrónicas y sin ampliificación externa ($ga = x1$).

TABLA 2.6.1: ESTADÍSTICA DE IMÁGENES DE *bias* EN FEBRERO DE 2007

EM	Media	Desv estándar	Min	Max
x1	375.6	0.2204	374.6	376.6
x2000	378.5	1.089	373.9	382.7
x2500	382.0	2.19	372.8	390.2
x3000	394.8	5.336	372.5	414.9
x3500	443.3	16.46	374.7	503.7
x4000	661.7	65.31	390.2	906.4

Nuevamente, la ampliificación de la señal casi duplica en su valor medio en la máxima ampliificación, pero con un aumento importante de la desviación estándar. En imágenes de cielo de 10 ms de exposición se obtienen valores de fondo típicos de 445 ADU (*Analog to Digital Unit* o cuentas) con $EM=x1000$, con un leve aumento de 450 ADU a $EM=x2000$ pero elevándose 676 ADU a la máxima multiplicación de electrones ($EM=x4000$). En base a nuestra experiencia, se debe emplear valores medios del EM, evitando la máxima ampliificación para minimizar el nivel de ruido de fondo. Un factor de ampliificación de x2000 es en general el más adecuado, produciendo una señal de fondo de 440-450 ADU.

Cuando se promedian varias imágenes de *bias* aparece una estructura que no se ve en las imágenes individuales. En la figura 2.8 se muestra un grupo de *bias* resultado de promediar 100, 1000 y 4000 imágenes junto con una imagen sin promediar (izquierda). Se ve cómo en la imagen única sólo aparece ruido. Al hacer el promedio empieza a aparecer una estructura vertical que se hace más evidente cuantas más imágenes promediamos. Sin embargo, la dispersión en sentido perpendicular a las líneas es de entre una y dos cuentas cuando se promedian 1000 imágenes y, desde luego, es inexistente en la imagen sin promediar. Esta estructura aparece promediando cualquier subconjunto de imágenes de un cubo y no parece depender del tiempo.

2.6.2. Imágenes de *flats*

Para estudiar el comportamiento de los *flats* se promediaron cubos de *flats* de cúpula en filtro *I* tomados en todas las campañas de observación, empleando distintos parámetros de *EM* y *ga* de la cámara. En este caso, la estructura dominante es un gradiente en diagonal que aparece con cualquier combinación de parámetros. En la figura 2.9 se muestra uno de los *flats* (izquierda) obtenido en abril de 2007 y a la derecha, cortes en las filas 10, 60 y 120 (imágenes de 128x128 píxeles). Se ven variaciones de un 8% de izquierda a derecha y de un 3% arriba a abajo. Al estudiar esta estructura en los *flats* con otros parámetros, se ve que es sensible al factor de multiplicación de electrones (*EM*) y al número de cuentas, pero no lo es de manera apreciable al factor de multiplicación externo (*ga*), algo que se comprobó viendo que la estructura se mantiene al restar imágenes normalizadas modificando uno de estos parámetros y manteniendo el resto iguales. Esta estructura se observó en

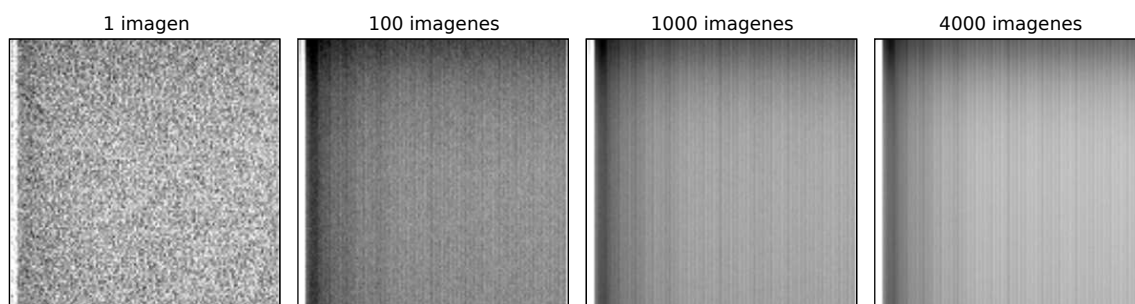


Figura 2.8: Estructura de imágenes de *bias* sin promediar y promedios de 100, 1000 y 4000 imágenes. Se observa una estructura vertical cada vez más evidente cuantas más imágenes se promedien, pero con variación del orden de 1-2 ADU.

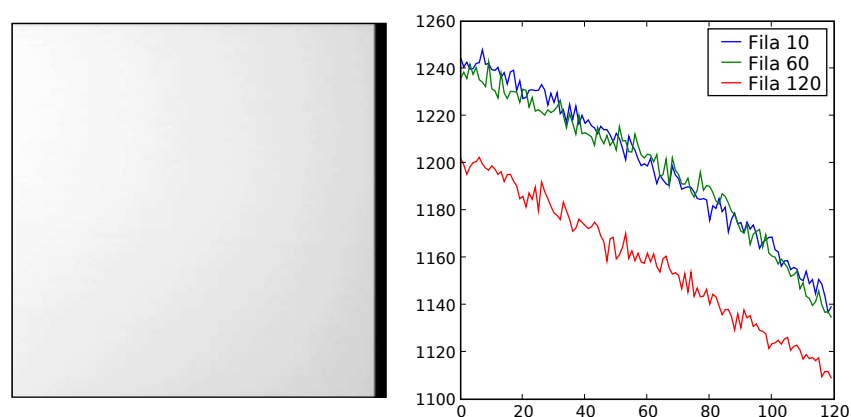


Figura 2.9: Estructura de *flat* en filtro *I* promediando 400 imágenes de *flat* de 20 ms de exposición. Se observa un gradiente que disminuye de izquierda a derecha un 8% y de arriba a abajo un 3%.

todas las campañas de observación y parece una característica de la cámara.

Es posible que el gradiente sea inducido por el reloj interno (*CIC*, *clock induced rate*) o por el amplificador externo. En todo caso, obliga a ser cuidadoso con la reducción de *flats* y emplear *flats* de cada noche con la mismas condiciones que las imágenes científicas.

2.6.3. Refrigeración de la cámara y corriente de oscuridad

Un factor importante es la refrigeración por Peltier del detector. Éste se intentaba mantener a unos -90°C , pero variaciones en la temperatura debidas a que el sistema estaba al límite la hicieron variar en ocasiones, aumentando así el ruido de fondo. En el futuro puede ser conveniente utilizar un circuito de refrigeración con agua, ya que la cámara está prepara-

da para ello y disminuir así la temperatura hasta unos -120°C y manteniéndola más estable.

La refrigeración es especialmente importante para reducir la corriente de oscuridad (*dark current*, que ha resultado no ser despreciable en las condiciones actuales, como se pensó durante las primeras campañas, lo que obligará a hacer imágenes de corriente de oscuridad con los tiempos de las imágenes de cielo.

2.7. Criterios de selección y reducción de imágenes

En técnicas de alta resolución con la óptica adaptativa o la selectiva (*lucky imaging*) es necesario emplear criterios para evaluar la calidad de la imágenes. Generalmente se utiliza el *ratio de Strehl*, definido como la relación entre la intensidad de una imagen puntual recibida por el telescopio y la que se obtendría si estuviese libre de aberraciones. El ratio de Strehl está dado por la componente cero de la transformada de Fourier:

$$S = \frac{1}{\pi^2} \int_0^{2\pi} \int_0^1 |\exp(2\pi i \Delta W(\rho, \theta)) \rho d\rho, d\theta|^2 \quad (2.1)$$

siendo ΔW la aberración del frente de onda con respecto a la onda de referencia. Si las aberraciones son pequeñas, se puede aproximar a:

$$S = \exp [-(2\pi\sigma)^2], \quad (2.2)$$

donde σ es la desviación cuadrática media, lo cual es una buena aproximación para $S > 0,1$ (Born & Wolf, 1997). Otro criterio válido es la selección del *speckle* o píxel más brillante para elegir las imágenes menos distorsionadas.

Las imágenes con alto *ratio de Strehl* suelen tener también los píxeles más brillantes, no habiendo diferencias apreciables entre un criterio y otro. En la figura 2.10 se muestra el *ratio de strehl* y el píxel más brillante para una serie de 4000 imágenes de 30 ms de GJ 251 tomadas el 25 de febrero de 2007 en el TCS. Se ve cómo hay una gran relación entre ambas, con algunas excepciones atribuibles a la medida de *Strehl*.

El alineado de las imágenes se hace usando como referencia el píxel más brillante. Christou (1991) hizo un trabajo en el que comparaba el uso del píxel máximo con el centroide de la estrella para medidas en infrarrojo cercano usando la técnica de mover y añadir (*shift and add*). Estas simulaciones muestran que se obtienen mejores resultados usando el píxel más brillante, especialmente cuando el *seeing* no es tan bueno. En la imagen 2.11 se muestran varias imágenes de *speckles* de una estrella en filtro *I* con exposiciones de 5ms donde se indica la diferencia de posición entre el pico (punto amarillo) y el centroide (punto rojo). Hay una diferencia típica de $0.3''-0.4''$ entre uno y otro, que suele disminuir con la simetría de la mancha. Si la luz está muy esparcida, el centroide se desplaza, dando peores resultados.

El uso de un único píxel para recentrar puede causar problemas en sistemas binarios de magnitud similar, porque el píxel más brillante puede pertenecer alternativamente a cualquiera de las dos componentes, con lo que al recentrar se produce una imagen triple, como en la figura 2.12 (izquierda). Cuando el sistema está relativamente separado ($> 1,5''$)

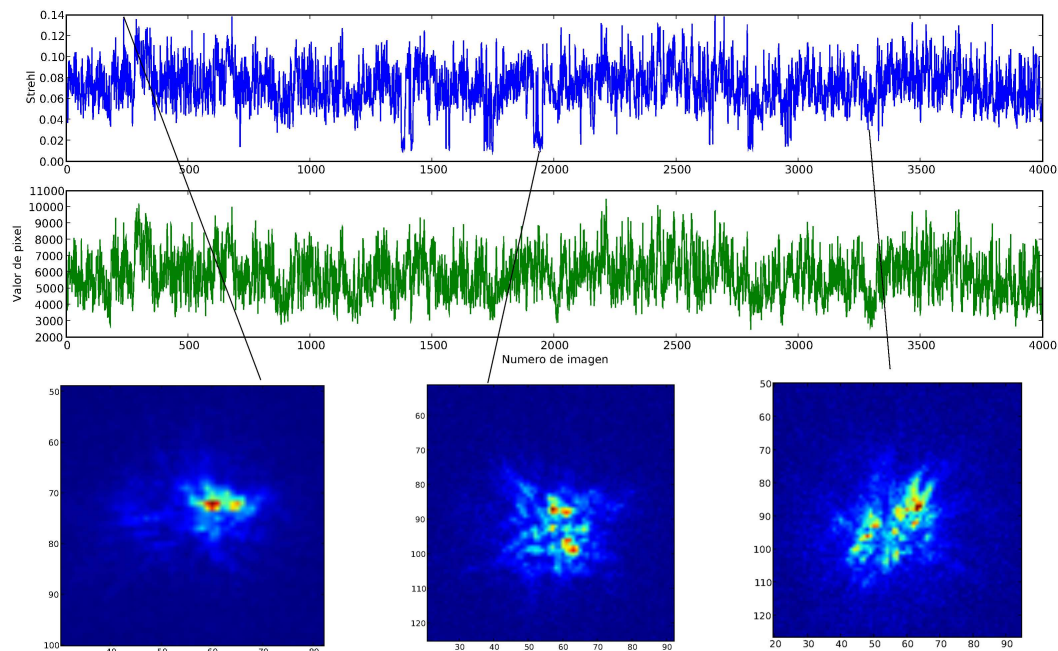


Figura 2.10: Variación del ratio de *Strehl* y del píxel más brillante para una serie de 4000 imágenes de 30 ms de GJ 251 tomadas el 25 de febrero de 2007 en el TCS.

y si no hay mucho desplazamiento en la serie, se puede limitar la búsqueda del máximo a una zona de la imagen. En otro caso, el *software* de reducción cuenta con una opción para eliminar la tercera componente buscando correlaciones entre los diez mejores máximos y de no cumplirse se descarta la imagen (figura 2.12 derecha). Este algoritmo aún está en proceso de mejora, pero es eficiente para sistemas cerrados.

La reducción de imágenes se realiza de manera habitual restando las imágenes de *bias* y dividiendo los *flats* normalizados, usando las tareas *imcombine* e *imarith* de IRAF y el software de procesado de FastCam. Generalmete, promediar cubos de entre 500 y 1000 *bias* y *flats* es suficiente para estabilizar la desviación estandar (sección 2.6) y se aplica a cada imagen por separado, debido a la estructura que presentan los *flats*. Durante las primeras campañas se hicieron pocas imágenes de corriente de oscuridad por considerarla despreciable, pero en pruebas posteriores hemos comprobado que es necesario tenerla en cuenta, al menos mientras no cambie el sistema de refrigeración de la cámara, tal y como se comentó anteriormente.

Hemos notado en ocasiones algunos píxeles calientes debidos a rayos cósmicos o efectos de la cámara, con señal a menudo muy superior al píxel más brillante. Cuando se promedia más del 5% a partir de ~ 12000 imágenes estos se eliminan automáticamente, pero cuando se usa menos del 1% y/o pocas imágenes (< 4000), los píxeles calientes se mantienen y generalmente se elimina esa imagen.

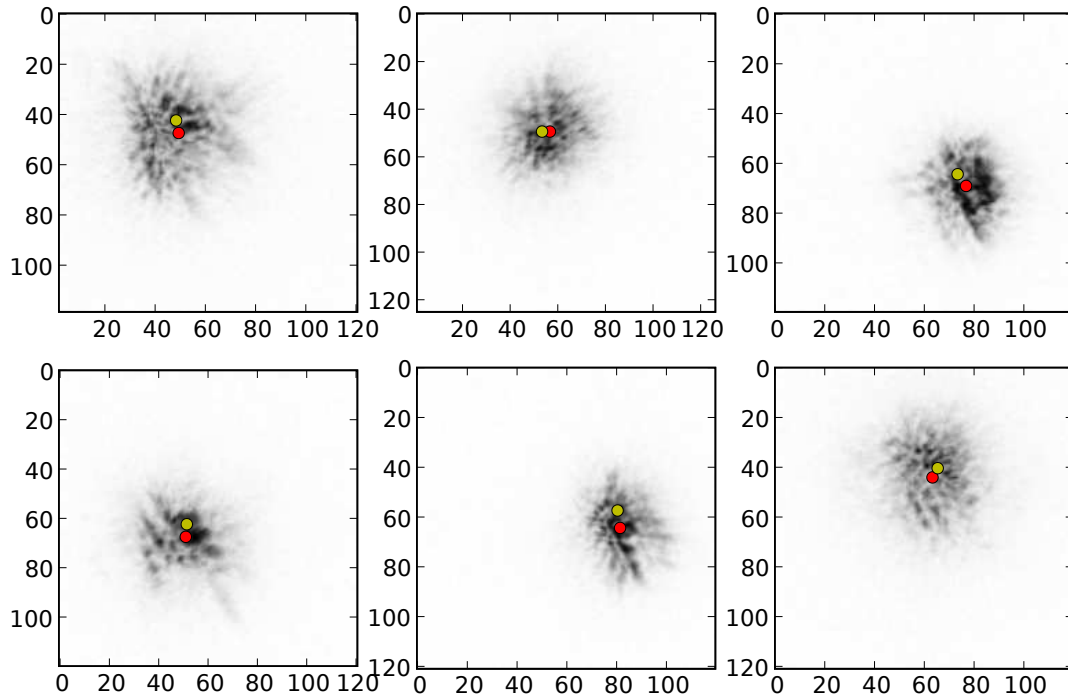


Figura 2.11: Diferencia en la posición del píxel máximo y el centroide para varias exposiciones cortas de 5 ms de una estrella en banda *I*. La diferencia típica de entre $0.3''$ y $0.4''$ suele dar mejores resultados empleando el píxel máximo. Campo de $9''$ y unidades en píxeles.

2.8. El comportamiento de FastCam

La técnica de selección de imágenes produce patrones de estrella particulares al promediar imágenes afectadas de distinta manera por el *seeing*; igualmente, distintos algoritmos de alineado producirán PSFs particulares.

2.8.1. Perfiles de estrellas alineando y promediando imágenes

La escala de variación temporal de la atmósfera en el rango visible implica el uso de frecuencias de 20-50 Hz para muestrear la turbulencia atmosférica (Tubbs, 2003), aunque la exposición adecuada depende de las condiciones de *seeing* y del objeto. Según las pruebas realizadas con FastCam, se obtienen los mejores resultados empleando entre 10000 y 20000 imágenes y restringiendo a una selección del 10%-1% mejores. En la imagen 2.13 se muestran los perfiles de una de las componentes de GJ 856 tomando varios porcentajes de una muestra de 12000 imágenes con 50 y 10 ms de exposición.

Se observa la mejora evidente de la FWHM eligiendo sólo el 1%, llegando a unos $0.3''$ en condiciones de *seeing* de $\sim 2''$ en ambos casos, con una leve mejora para la imagen con 10ms, pero que no es determinante, lo que muestra que exposiciones 30-50 ms son suficientes para muestrear la atmósfera en un telescopio como el TCS. La asimetría observada del lado

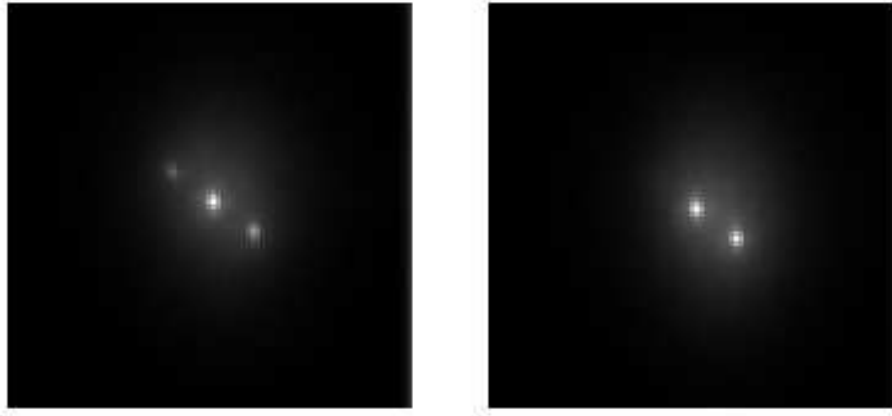


Figura 2.12: Imagen de γ Virginis ($0.6''$) con FastCam obtenida el 19 de abril de 2007 en el TCS, produciendo el patrón de imagen triple por saltos del píxel máximo entre componentes (izquierda). La búsqueda de correlación con combinaciones de los mejores máximos con el *software* de procesado elimina la estrella fantasma descartando imágenes que no poseen el patrón general.

derecho se debe al brillo de la compañera a $1.6''$.

En la figura 2.14 (izquierda) se muestra el mismo resultado para la estrella aislada G44-40, con una exposición de 30ms. Seleccionando el 1% de 4000 imágenes se llega a un FWHM de $0.23''$. A la derecha se muestra cómo varía este valor con el número de imágenes elegidas; hay una mejora drástica entre el 5% y 1% y prácticamente no hay diferencia entre el 60% y el 100% de las imágenes, si bien el simple recentrado (*shift and add*) da un FWHM de $0.27''$, unas cinco veces mejor que el *seeing* natural de esa noche. El uso de un mayor número de imágenes tiende a mejorar el σ de fondo y también a mejorar los perfiles obtenidos con porcentajes altos de imágenes, pero no tanto al usar menos del 20%.

La elección de tiempos de exposición y porcentajes de imágenes adecuados depende de las propiedades del objeto y del programa científico. Si bien se obtienen PSFs más estrechas limitando la selección al 1%, esto se hace a costa de usar menos imágenes, produciendo una mayor desviación estándar del fondo; para la observación de sistemas separados ($\gtrsim 2''$), el 10% ó 5% de las imágenes parece ser suficiente. Hemos comprobado que para la observación de compañeras débiles cercanas en las condiciones de *seeing* observadas con el TCS ($\sim 1.5''$), se obtienen mejores resultados usando entre 1% y 5% de las mejores imágenes.

En el caso de objetos débiles que requieran tiempos de exposición mayores, se puede aumentar la amplificación de electrones (EM) para mejorar la señal, aunque un exceso de amplificación puede causar problemas en las fuentes más brillantes, como sería el caso de la componente principal de un sistema doble. Un ejemplo de esto se ve en la figura 2.15, donde se muestra una imagen del sistema HD 46150 obtenido con FastCam usando dos factores de multiplicación de electrones (EM). En la acumulación del 10% de 16000 imágenes de 30 ms usando una EM de 4000x (arriba) se observan las tres componentes del sistema sin problemas, con una señal en pico de unos 12000 ADU. En las mismas condiciones, con

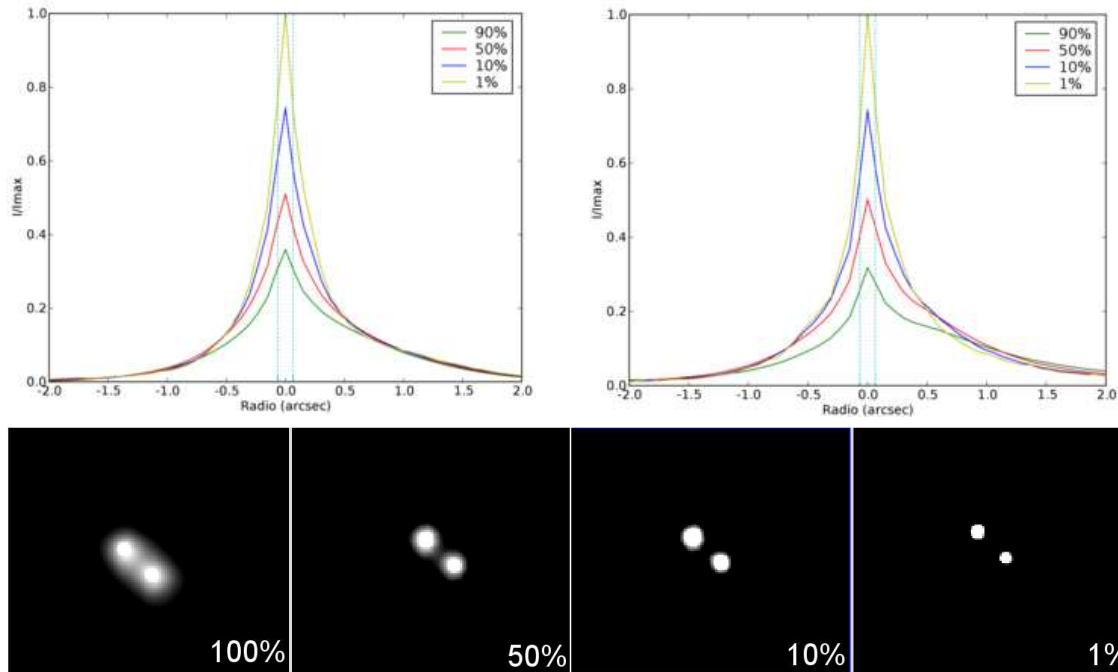


Figura 2.13: Perfiles de la componente principal de GJ 856 obtenidas el 1 de octubre de 2006, empleando distinto porcentaje de imágenes acumuladas, con exposiciones 50ms (arriba, izquierda) y 10ms (arriba, derecha). Se observa la mejora en ambos casos, llegando a FWHM de $0.3''$ al 1% en condiciones de *seeing* de $2''$. Hay también una leve mejora con 10 ms frente a 50 ms, pero no resulta ser determinante. Debajo, se muestra una serie imágenes de la binaria, donde se observa cómo disminuye el halo entre las estrellas empleando menor porcentaje de imágenes.

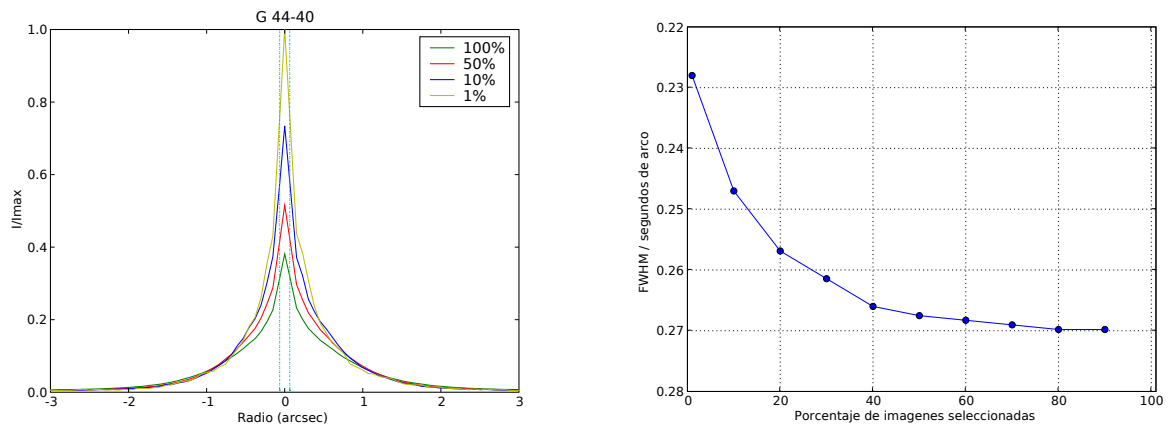


Figura 2.14: Perfiles de la estrella G 44-40 con exposición de 30ms en banda *I* (izquierda) obtenidas el 24 de febrero de 2007 en el TCS. Usando el 1% de 4000 imágenes se obtiene un FWHM de $0.23''$. A la derecha se muestra la variación de la FWHM con el porcentaje de imágenes acumuladas: hay un aumento drástico entre el 1% y el 10%, mientras que a partir del 60% la mejora es muy pequeña.

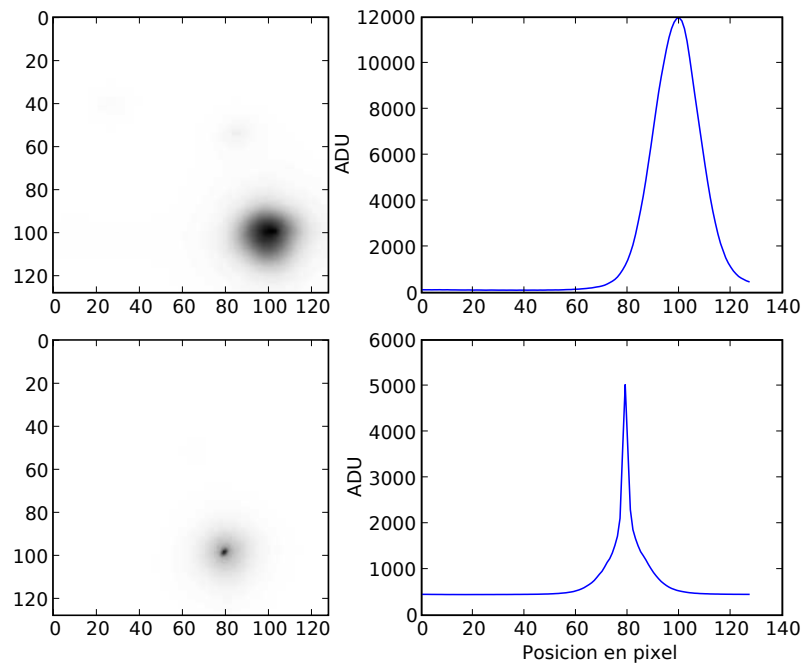


Figura 2.15: Imágenes de HD 46150 con 30 ms tomadas el 25 de febrero de 2007 con factor de multiplicación de electrones (EM) $\times 4000$ (arriba) y $\times 3000$ (abajo). Con mayor EM se consigue detectar las dos compañeras, pero se reduce el rango dinámico haciendo saturar a la estrella principal, lo que hace fallar al algoritmo de alineado produciendo un perfil mucho más ancho.

EM en 3000x las dos componentes más débiles no se llegan a detectar (la más brillante se detecta a $\sim 2\sigma$), con una señal en pico de sólo 5000 ADU.

Sin embargo, aunque la eficacia del EM es evidente, se observa cómo el perfil de la componente principal de la primera imagen no muestra el núcleo estrecho limitado por difracción habitual como el que sí produce la segunda imagen (abajo derecha) sino uno extremadamente más ancho tanto en las alas como en el núcleo. Es posible que este efecto se deba a fallos del algoritmo de alineado al medir en imágenes saturadas, ya que al emplear factores altos de EM, el rango dinámico de la cámara se reduce al equivalente de ~ 13 bits o unos 10000 ADU, que coincide con lo observado, lo que limita la detectabilidad de fuentes cerca y desde luego hace inviable medidas fotométricas y astrométricas. En consecuencia, se deben emplear valores de amplificación decuados al objeto y al telescopio, evitando saturar la cámara.

2.8.2. Forma de la PSF

El algoritmo de alineado empleado, basado en el píxel máximo, produce patrones de estrellas característicos con un núcleo muy estrecho y alas anchas. Esta forma de la PSF se obtiene por contribuciones de unas pocas imágenes limitadas por difracción y un halo de *seeing* producido por las imágenes más afectadas por la atmósfera. Esto sugiere emplear una función para modelar el núcleo limitado por difracción y otra para el halo de *seeing*.

Las distribuciones simples que mejor representan la PSF producida por un telescopio son la Gaussiana, la Moffatiana y la Lorentziana y en caso de perfiles más complejos, combinaciones de ellas. Las distribuciones que hemos probado son las siguientes:

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

$$F(x, y) = Ae^{-u^2/2} + Bx + Cy + D, \quad (2.3)$$

$$F(x, y) = \frac{A}{1 + u^{2\beta}} + Bx + Cy + D, \quad (2.4)$$

$$F(x, y) = \frac{A}{(1 + u^2)^\beta} + Bx + Cy + D, \quad (2.5)$$

$$v^2 = \frac{(x - x_0)^2}{\sigma'_x{}^2} + \frac{(y - y_0)^2}{\sigma'_y{}^2},$$

$$F(x, y) = Ae^{-u^2/2} + A'e^{-v^2/2} + Bx + Cy + D, \quad (2.6)$$

$$F(x, y) = Ae^{-u^2/2} + \frac{A'}{1 + v^{2\beta}} + Bx + Cy + D, \quad (2.7)$$

$$F(x, y) = Ae^{-u^2/2} + \frac{A'}{(1 + v^2)^\beta} + Bx + Cy + D, \quad (2.8)$$

donde x_0 e y_0 son las coordenadas del centro, x e y la distancia al centro y $\sigma_x, \sigma_y, \sigma'_x, \sigma'_y$ las anchuras en los ejes x e y de las Gaussianas. También se incluye un término de plano inclinado para ajustar posibles gradientes ($Bx + Cy$) y un término de fondo (D) para ajustar posibles niveles de *bias* y *flats* si no se encontraban disponibles o si quedaron residuos,

comprobando así la eficacia de la reducción.

Hemos realizado ajustes bidimensionales a los perfiles obtenidos con FastCam con estas distribuciones empleado la librería `mpfit` de IDL basada en el código MINPACK-1 de More *et al.* (1980) que utiliza la técnica de Levenberg-Marquardt de mínimos cuadrados.

En la tabla 2.8.2 se muestran los resultados de ajustar el perfil de tres estrellas (cuatro imágenes) aisladas a distribuciones Gaussiana (ecuación 2.3), Moffatiana (2.4), Lorentziana (ecuación 2.5), dos Gaussianas (ecuación 2.6), una Gaussiana y una Moffatiana (ecuación 2.7) y una Gaussiana y una Lorentziana (ecuación 2.8), indicando el valor del pico predicho por cada distribución y su χ^2 normalizado con el número de grados de libertad (*dof*), suponiendo un error en la medida de 2 cuentas.

TABLA 2.8.2: AJUSTES BIDIMENSIONALES A PERFILES DE ESTRELLAS

PG 0918 - 1% de 16 000			PG 0918 - 30% de 16 000		
Función	Picos	χ^2/dof	Función	Picos	χ^2/dof
G	755.5	244.2	G	496	101
G+G	769.8/-65.6	221.7	G+G	45833/-45288	736
M	2519.3	129.2	M	733	75.9
M+G	2597.9/329.27	78.8	M+G	1551/306	41.8
L	2664.95	117.5	L	927	74
L+G	725.2/2082.7	87.1	L+G	502/1267	47
GJ 1156 - 1% de 12 000			GJ 338A - 1% de 20 000		
Función	Picos	χ^2/dof	Función	Picos	χ^2/dof
G	69.7	2.53	G	4435	2301
G+G	-19834/19941	10.0	G+G	1884274/-1879466	19794
M	274.1	1.0	M	8191.7	544
M+G	263.5/21.2	0.8	M+G	8486/1400	110
L	287.6	0.96	L	8782	498
L+G	75.56/196.4	0.85	L+G	3132/6496	135

Los mejores resultados se obtienen con combinaciones de Gaussiana y Moffatiana y de Gaussiana y Lorentziana. Para estas distribuciones combinadas, el punto de partida del pico de ambas componentes es el mismo, tendiendo el ajuste a darle mayor peso a la Moffatiana cuando se ajusta con una Gaussiana (G+M) y a la Gaussiana cuando se ajusta con una Lorentziana (G+L). En el caso G+L el valor en pico de la Lorentziana es unas tres veces menor que el de la Gaussiana que en este caso representa al núcleo de la PSF, pero esta tendencia se invierte en G+M, donde la Moffatiana representa el núcleo de la distribución con un valor en pico típico 5 ó 6 veces el de la Gaussiana. En ambos casos, la posición del pico coincide con el píxel más brillante en menos de un píxel.

Este caso, distinto al habitual en el que la Gaussiana suele representar el núcleo limitado por difracción y la Moffatiana el halo de *seeing*, probablemente se deba al perfil extremada-

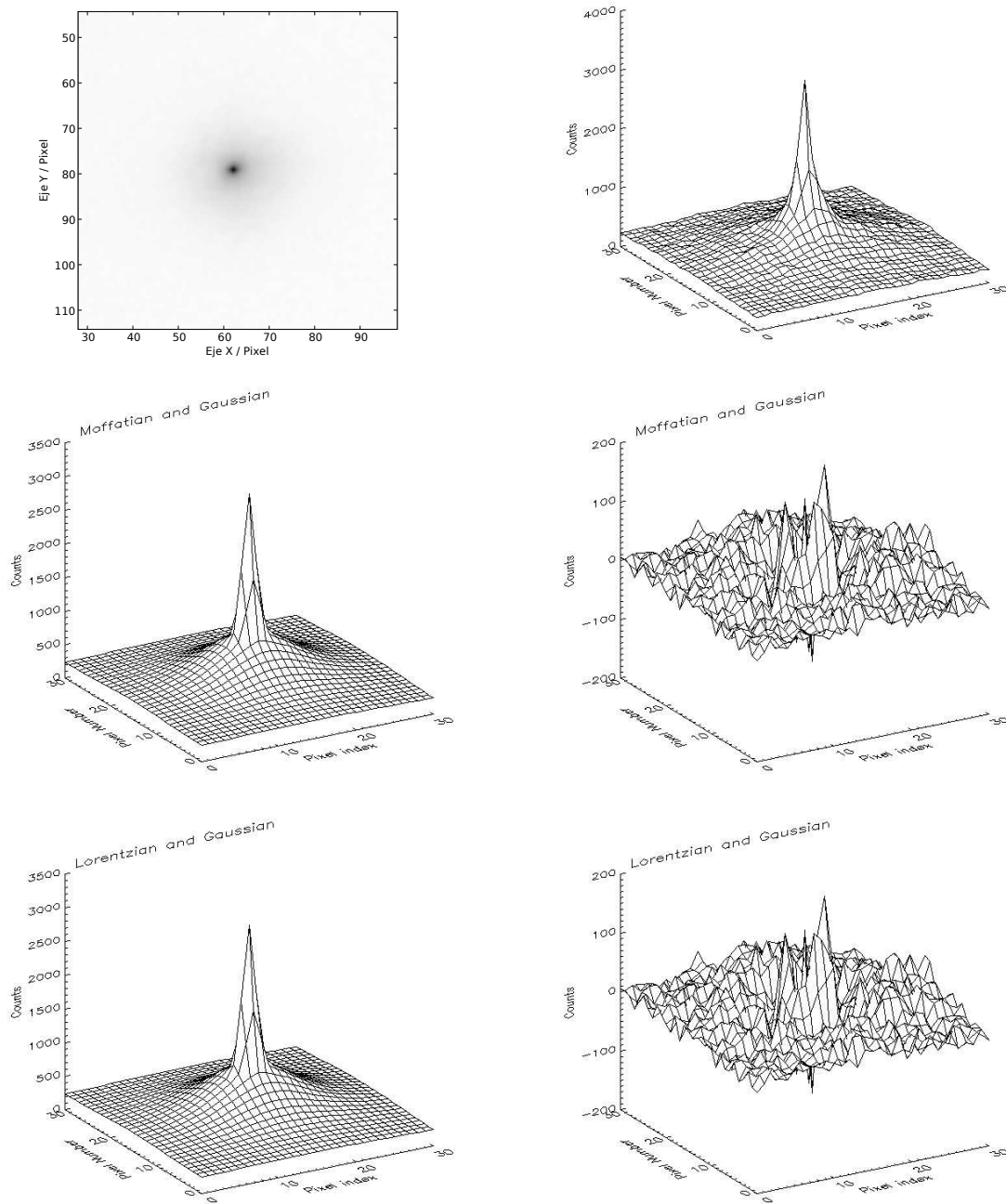


Figura 2.16: Ajustes de funciones a la estrella PG 0918 (imágenes superiores). Los mejores ajustes se obtienen para Gaussiana y Moffatiana (centro izquierda) y con Gaussiana y Lorentziana (abajo izquierda). La diferencia entre la imagen y el ajuste se muestra a derecha de cada ajuste, en el que se observa que el mayor residuo se encuentra en un radio de unos 3 píxeles del pico.

mente agudo de la PSF producida al recentrar con el píxel más brillante, lo que favorece el ajuste del pico estrecho típico de la Moffatiana.

Parte del problema del ajuste son los pocos puntos para evaluar la distribución en su núcleo, con lo que un mayor muestreo de la PSF, de unos 10 píxeles (frente a los 5-6 actuales), mejoraría su calidad. Igualmente, se podrían emplear algoritmos para mejorar el muestreo como el *Drizzle* (Fruchter & Hook, 2002), lo que aumentaría la resolución de la imagen final produciendo una PSF mejor muestreada. En todo caso, los ajustes obtenidos aquí aun no son concluyentes y se hará un nuevo muestreo de las imágenes con la cámara final para obtener la función más adecuada en la versión definitiva de FastCam.

2.9. Imágenes en el límite de difracción

En observaciones recientes realizadas con FastCam en septiembre de 2007 con el TCS empleando una nueva óptica, que produce una dispersión de 31 mas/píxel y el detector definitivo de 512x512 píxeles, se han obtenido imágenes en el límite de difracción del telescopio en banda *I*, como las que se muestran en la figura 2.17. Con tiempos de exposición de 30 ms, se obtuvo el primer anillo de Airy en estrellas brillantes de manera rutinaria. En condiciones de *seeing* moderadamente buenas ($\sim 1,5''$) el primer disco de Airy también se observa sin problemas con exposiciones de 60 ms.

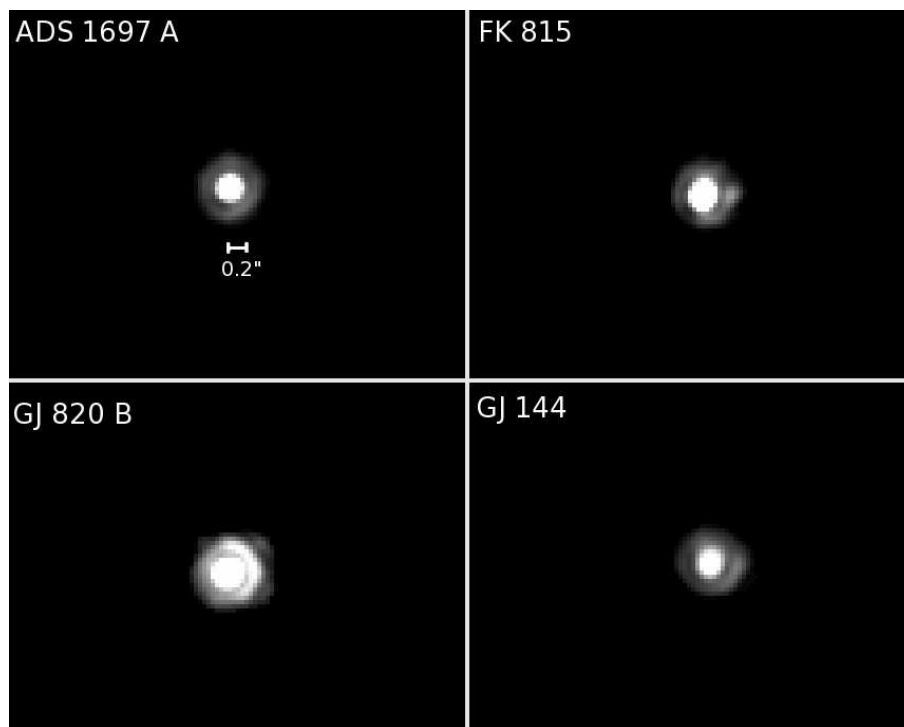


Figura 2.17: Imágenes de estrellas en banda *I* mostrando el primer disco de Airy (zona de anulación a $0.2''$ de centro) durante las primeras pruebas en septiembre de 2007 con la cámara definitiva de 512x512 y nueva óptica con dispersión de 31 mas/píxel.

2.10. Límite de detección de fuentes

Una de las aplicaciones principales de FastCam es la búsqueda de compañeras cercanas ($r < 4''$) en torno a estrellas. Por ello es importante estimar las magnitudes y distancias a las que sería posible detectar compañeras. Para estudiar ésto, creamos curvas de detectabilidad en una estrella calculando la diferencia de magnitud entre el pico y anillos concéntricos de un píxel de grosor con un nivel de cuentas 5σ por encima del fondo, siendo σ la dispersión cuadrática media. En la figura 2.18 se muestran curvas de detectabilidad de la estrella HD 106540 (Tyc 3019-1581-1) observada con filtro I en febrero de 2007 con el TCS, tomando varios cubos de 4000 imágenes. A la izquierda se muestra el efecto de promediar las mejores imágenes en el 1% de 4000 y 20000 imágenes; se observa cómo a $0.5''$ se podría detectar una compañera dos magnitudes más débil, diferencia que aumenta a cuatro magnitudes a $1.5''$. La diferencia de promediar 4000 ó 20000 es relativamente pequeña ($\sim 0,2$ mag) a $r < 1,5''$, aunque puede ser determinante.

A la derecha de la figura 2.18 se ve cómo mejora detectabilidad al emplear el mejor 1%, 10% y 50% de 20000 imágenes; la práctica habitual es emplear entre el 1% y el 10% las mejores imágenes en de entre 12000 y 16000 imágenes en cada objeto.

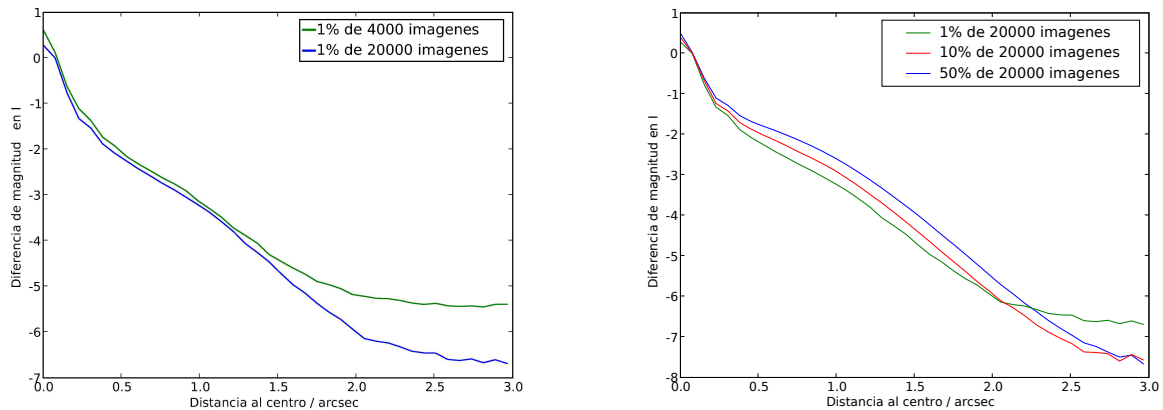


Figura 2.18: Curvas de detectabilidad de compañeras empleando el 1% de 4000 y 20000 imágenes (izquierda) y distintos porcentajes de 20000 imágenes (derecha).

Según las pruebas realizadas en el TCS, en condiciones de *seeing* favorables ($\sim 1,2''$) se pueden emplear estrellas de referencia de hasta $I \lesssim 12$, siendo detectables estrellas hasta cerca de magnitud $I \sim 15 - 16$, si bien en la mayoría de los casos el propio objetivo hace a la vez de referencia, lo que limita a $I \sim 12 - 13$ la detectabilidad de objetos aislados en el TCS.

3

Observación de Sistemas binarios y múltiples con FastCam

Uno de los principales objetivos de FastCam es la búsqueda de compañeras en sistemas cerrados, especialmente componentes de baja masa en torno a estrellas cercanas. Como primeras pruebas científicas de FastCam se inició una campaña de observación de sistemas cercanos y otros sistemas binarios de interés para estudiar la capacidad y comportamiento de la cámara.

En este capítulo se comentan los resultados de estas campañas de observación y se muestran los primeros resultados obtenidos con FastCam.

3.1. Campañas de observación

Todas las observaciones con FastCam se realizaron entre mayo de 2006 y abril de 2007 con el telescopio TCS del Observatorio de Teide, empleando la cámara ANDOR de 128x128 píxeles del proyecto SCIDAR. En estas campañas se realizaron diversas pruebas de comportamiento y estabilidad de la cámara y se observaron varios objetivos científicos, especialmente binarias cerradas. Durante las campañas de septiembre de 2006 y de febrero y abril de 2007 se realizó una campaña de observación de estrellas cercanas para la búsqueda de nuevas compañeras y la medida de sistemas cerrados ya conocidos. En la tabla 3.1 se presentan las campañas de pruebas de FastCam.

TABLA 3.1. CAMPAÑAS DE OBSERVACIÓN CON FASTCAM EN EL TCS.

Fecha	Principales observaciones
Mayo 2006	Primera luz. M3 y primeras pruebas.
Agosto 2006	M3, M5 y sistemas binarios.
27 sept. - 2 de oct. 2006	Empieza campaña RECONS. Pruebas de <i>bias</i> y <i>flats</i> .
23 - 28 febrero 2007	RECONS. Binarias Roberts et al, Estre-llas cercanas Tycho, Binarias masivas.
18 - 27 abril 2007	RECONS. Estrellas cercanas Tycho. Estrel-llas de Upper Scorpius

Las observaciones se hicieron generalmente en banda I de Johnson-Bessell (centrada en 850 nm) y se observaron objetos de magnitudes de entre 5 y 12 en ese filtro. El procedimiento general fue obtener entre tres y cuatro cubos de 4000 imágenes cada uno, para tener un total de 12000 a 16000 imágenes de cada estrella del programa para promediar. Los tiempos de exposición son de entre 10-20 ms para estrellas $I \sim 5$ a 50 ms para $I \sim 12$, variando el factor de amplificación EM entre x2000 y x4000 según el brillo del objeto. Cada objeto consumía entre 20 y 30 minutos de tiempo de telescopio, incluyendo adquisición y grabado de imágenes.

El *seeing* típico durante todas las campañas no fue especialmente favorable, siendo de unos $\sim 2''$ de media y, aunque se llegó a tener *seeing* de $1.4''$, durante alguna noche llegó a ser de $3-4''$ (21 de abril). Con un *seeing* típico de $1.5''$, el *software* de FastCam es capaz de recentrar estrellas de hasta $I=12-13$, pero este límite baja a 10 – 11 cuando el *seeing* empeora a $\sim 2,5''$. En cuanto a la detectabilidad de compañeras, observamos sin problemas estrellas con diferencia de magnitud $\Delta I=2$ separadas $0.2''-0.3''$ y llegamos a observar sistemas con $\Delta I=7.8$ separadas $3''$ (WDS 11479+0815).

Durante todas las campañas se empleó el *software* del fabricante de la cámara para configurar la cámara y adquirir las imágenes, que se pasaban inmediatamente al ordenador de procesado (Linux) mediante ftp para procesarlas con el software de FastCam.

La reducción de imágenes se realizó después en el IAC, empleando generalmente el *software* de FastCam para la aplicación de *bias* y *flats* a las imágenes individuales, aunque en muchas ocasiones sólo se realizó una reducción rápida aplicando *bias* únicamente. La práctica habitual fue promediar entre el 1% y 10% de las imágenes disponibles para cada objeto.

Durante cada campaña de observación se obtuvo una media de 150 Gb de datos, unos 750 Gb en total, generando más de 10 millones de imágenes entre las cinco campañas.

3.2. Calibración de la escala angular

Para conocer el valor y las estabilidad de la escala y la orientación de FastCam, durante todas las noches de cada campaña se observaron binarias con medidas recientes de

separación y ángulo de posición en la literatura. Habitualmente, en las observaciones convencionales de larga exposición, se hace con estrellas cercanas entre sí ($\sim 1' - 10'$) no relacionadas físicamente medidas con Hipparcos, pero debido al pequeño campo actual de FastCam, de unos $9''$ de lado, es muy difícil encontrar sistemas que cumplan estas características.

Se observaron sistemas binarios medidos por Scardia et al. (2006, 2007) en 2004 y 2005 empleando la cámara Speckle PISCO en el Observatorio de Brera en Merate (Italia). Aunque de los sistemas observados por Scardia muy pocos tienen órbita conocida, se trata de sistemas relativamente lejanos (> 150 pc) y se eligieron los sistemas más abiertos ($3 - 4''$ entre componentes) con lo que se espera poco movimiento en los dos años de diferencia entre las observaciones. En la tabla 3.2 se muestran las binarias de Scardia et al. empleadas para la calibración y en la figura 3.1 se muestran algunas imágenes de estos sistemas.

TABLA 3.2. ESTRELLAS PARA LA CALIBRACIÓN DE LA ESCALA ANGULAR (SCARDIA ET AL. 2006, 2007).

ADS	Época	ρ ($''$)	σ_ρ ($''$)	θ (P.A.) ($^\circ$)	σ_θ ($^\circ$)
16389	2004.972	3.851	0.019	14.1	0.3
16982	2004.974	2.614	0.013	211.8	0.3
17140	2004.955	3.102	0.016	326.1	0.3
7878	2005.330	3.722	0.019	161.9	0.3
8105	2005.319	3.686	0.022	97.1	0.3
8220	2005.259	3.483	0.017	207.7	0.3
8446	2005.328	0.390	0.010	166.1	0.
9168	2005.399	2.219	0.020	254.8	0.3
9312	2005.404	3.054	0.015	37.9	0.3
9461	2005.470	4.115	0.021	276.6	0.3

En la tabla 3.2 se muestran las escalas medidas en las campañas de septiembre de 2006 y febrero y abril de 2007. Generalmente se observaron unos tres sistemas binarios por noche y se hizo un promedio para toda la campaña, al no detectarse variaciones importantes a lo largo de cada campaña, típicamente de $\pm 0.003''$ entre noches.

TABLA 3.2. ESCALAS DE PÍXEL MEDIDAS EN LAS CAMPAÑAS DE OBSERVACIÓN.

Campaña	Escala ($''/\text{píxel}$)
Septiembre 2006	0.0762 ± 0.0003
Febrero 2007	0.073 ± 0.006
Abril 2007	0.089 ± 0.001

En la tabla 3.2 se muestran las medidas de la escala durante la campaña de septiembre de 2006. También se indica la orientación respecto al eje vertical de la cámara (θ) y la diferencia entre éste y el ángulo de posición, que da la orientación de la cámara. El error típico del ángulo de posición es de aproximadamente $0,5^\circ$.

TABLA 3.2. MEDIDAS DE LA ESCALA EN SEPTIEMBRE 2006

Noche	Estrella	Δ ("/píxel)	θ (°)	θ -P.A. (°)
27 septiembre	ADS 16389	0.07683	13.49	-0.60
	ADS 17140	0.07674	326.66	0.56
29 septiembre	ADS 16389	0.07592	13.88	-0.22
30 septiembre	ADS 16389	0.07502	13.59	-0.51
	ADS 17140	0.07583	326.75	0.65
1 octubre	ADS 16389	0.07586	13.65	-0.45
2 octubre	ADS 16982	0.07724	211.55	-0.25

La desviación estándar de estas medidas es de $\pm 0.0003''/\text{píxel}$, mostrándose especialmente estable durante esta campaña. Durante las otras campañas se midieron valores de la escala ligeramente distintos, ya que depende de la posición de detector, pero la estabilidad de la escala fue similar, aunque menor. En la campaña de abril se hizo además un cambio voluntario de la escala, moviendo los componentes ópticos de la cámara.

En la tabla 3.2 se muestra el seguimiento de la separación de las componentes de GJ 856 durante la campaña de septiembre, obteniéndose una desviación estándar de 0.039 píxeles.

TABLA 3.2. SEPARACIÓN DE GJ 856

Fecha y hora UT	ρ (píxel)	P.A.(°)
27 Sep 23:59	19.734	48.01
28 Sep 22:45	19.872	47.06
29 Sep 22:07	19.867	47.93
1 Oct 21:20	19.915	48.08

La medida de las posiciones de los sistemas observados se realizó usando el píxel más brillante de cada componente, ya que los mejores ajustes bidimensionales estudiados (sección 2.8.2) predicen valores del pico que coinciden con el píxel más brillante en una fracción de píxel.

3.3. Sistemas cercanos a la Tierra

El principal programa científico de FastCam en el TCS es, actualmente, la observación de los sistemas más cercanos al Sol para la búsqueda de compañeras cercanas y obtener nuevas medidas de las parejas conocidas para mejorar los parámetros orbitales. Hemos usado como referencia el catálogo que mantiene el 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.

Del catálogo de sistemas cercanos de RECONS¹, alrededor de unas 30 estrellas no son observables con FastCam con el TCS, por ser demasiado débiles o no estar dentro de los

¹<http://www.chara.gsu.edu/RECONS/TOP100.posted.htm>

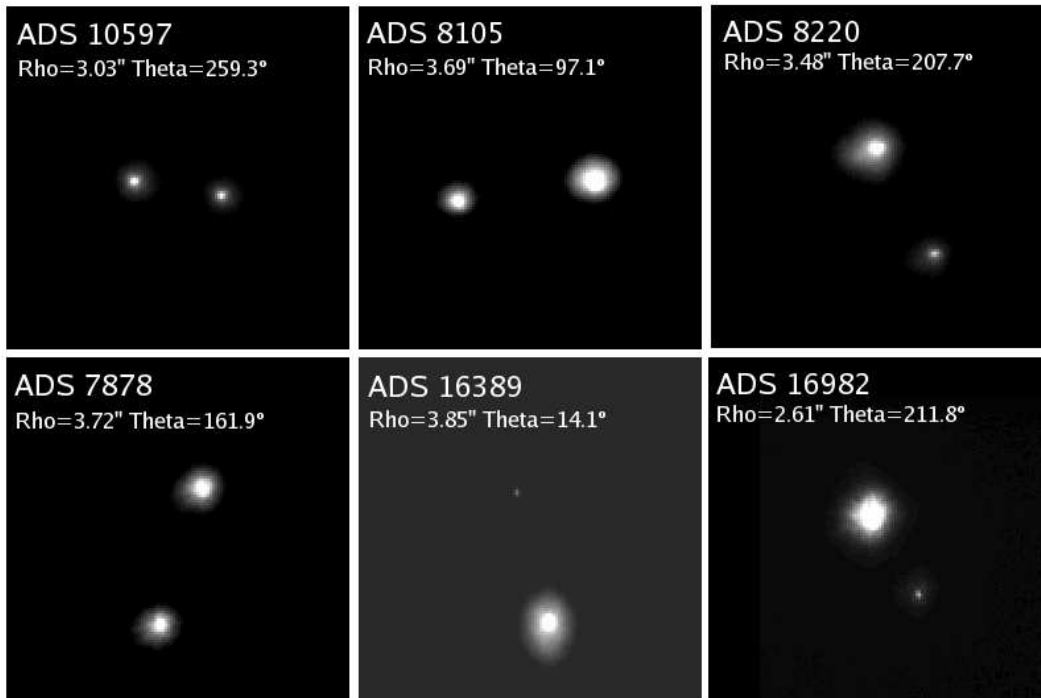


Figura 3.1: Algunos sistemas de Scardia et al. (2006, 2007) empleados para medir la escala de FastCam. Se emplearon sistemas separados 2 – 4'' para minimizar el error de la medida.

límites del telescopio. Durante las campañas recientes con FastCam, se observaron un total de 29 estrellas RECONS (tabla 3.1), de los cuales 7 son sistemas binarios conocidos para los que se han hecho nuevas medidas. En la tabla 3.3 se resumen las medidas de los sistemas binarios de RECONS observados con FastCam.

TABLA 3.1. ESTRELLAS RECONS OBSERVADAS CON FASTCAM.

Posición RECONS	Nombre	α (h m s) 2000.0	δ ($^{\circ}$ $'$ $''$) 2000.0	Tipo espectral	V	Mv	Masa Estimada	Fecha de Observación
3	GJ 406	10 56 29.0	+07 00 53	M6.0 V	13.44	16.55	0.09	Feb07
4	GJ 411	11 03 20.2	+35 58 12 H	M2.0 V	7.47	10.44	0.46	Abr07
15	GJ 725 A	18 42 46.7	+59 37 49	M3.0 V	8.90	11.16	0.35	Feb07
	GJ 725 B	18 42 46.9	+59 37 37	M3.5 V	9.69	11.95	0.26	
16	GJ 15 A	00 18 22.9	+44 01 23	M1.5 V	8.08	10.32	0.49	Sep06
	GJ 15 B	00 18 22.9	+44 01 23	M3.5 V	11.06	13.30	0.16	Sep06
18	GJ 1111	08 29 49.5	+26 46 37	M6.5 V	14.78	16.98	0.09	Abr07
30	GJ 628	16 30 18.1	-12 39 45	M3.0 V	10.07	11.93	0.26	Abr07
33	GJ 473 A	12 33 17.2	+09 01 15	M5.5 V	13.18	14.97	0.12	Feb07
	GJ 473 B	12 33 17.2	+09 01 15		13.17	14.96	0.12	
34	GJ 83.1	02 00 13.2	+13 03 08	M4.5 V	12.27	14.03	0.14	Sep07
43	GJ 412 A	11 05 28.6	+43 31 36	M1.0 V	8.77	10.34	0.48	Feb07
	GJ 412 B	11 05 30.4	+43 31 18	M5.5 V	14.48	16.05	0.10	
54	GJ 1116 A	08 58 14.9	+19 45 43	M5.5 V	14.06	15.47	0.11	Abr07
	GJ 1116 B	08 58 14.9	+19 45 49	-	14.92	16.33	0.10	
55	G 099-049	06 00 03.5	+02 42 24	M3.5 V	11.31	12.71	0.19	S06, F07, A07
56	LHS 1723	05 01 57.4	-06 56 47	M4.5 V	12.22	13.59	0.15	
58	GJ 526	13 45 43.8	+14 53 29	M1.5 V	8.46	9.79	0.53	Feb07
63	GJ 205	05 31 27.4	-03 40 38	M1.5 V	7.95	9.17	0.57	Feb07
72	GJ 908	23 49 12.5	+02 24 04	M1.0 V	8.99	10.12	0.51	Sep06
75	GJ 1005 A	00 15 28.1	-16 08 02	M4.0 V	11.58	12.93	0.18	Sep06
	GJ 1005 B	00 15 28.1	-16 08 02	-	14.33	15.68	0.11	
82	GJ 268 A	07 10 01.8	+38 31 46	M4.5 V	12.05	13.11	0.17	Feb07
	GJ 268 B	07 10 01.8	+38 31 46	-	12.45	13.51	0.16	
85	GJ 338 A	09 14 22.8	+52 41 12	M0.0 V	7.62	8.67	0.60	Feb07
	GJ 338 B	09 14 24.7	+52 41 11	K7.0 V	7.71	8.76	0.60	
87	GJ 581	15 19 26.8	-07 43 20	M2.5 V	10.56	11.57	0.30	Feb07
	GJ 581 P1	15 19 26.8	-07 43 20	planeta -				

	GJ 581 P2	15 19 26.8	-07 43 20	planeta -					
	GJ 581 P3	15 19 26.8	-07 43 20	planeta -					
	GJ 268 B	07 10 01.8	+38 31 46	-	12.45	13.51	0.16	Feb07	
91	GJ 661 A	17 12 07.9	+45 39 57	M3.0 V	9.93	10.90	0.39	Abr07	
	GJ 661 B	17 12 07.9	+45 39 57	-	10.35	11.32	0.33		
98	GJ 1156	12 19 00.3	+11 07 31	M5.0 V	13.80	14.72	0.12	Abr07	
100	GJ 408	11 00 04.3	+22 49 59	M2.5 V	10.02	10.90	0.39	Feb07	
	G 041-014 A	08 58 56.3	+08 28 26	M4.5 V	11.9	12.8	0.19		
	G 041-014 B	08 58 56.3	+08 28 26	-	12.1	13.0	0.17	Feb07	
	G 041-014 C	08 58 56.3	+08 28 26	-	12.3	13.1	0.17		
	GJ 566 A	14 51 23.4	+19 06 02	G8 Ve N	4.70	5.54	0.94	Feb07	
	GJ 566 B	14 51 23.4	+19 06 02	K4 Ve N	6.97	7.81	0.67		
	GJ 402	10 50 52.1	+06 48 29	M4.0 V	11.67	12.51	0.21	Feb07	
	GJ 299	08 11 57.5	+08 46 28	M4.0 V	12.82	13.65	0.15	Abr07	
	LP 771-095 A	03 01 51.4	-16 35 36	M3.0 V	11.22	12.03	0.25	Sep06	
	LP 771-095 B	03 01 51.0	-16 35 31	M3.5 V	11.77	12.58			
	LP 771-095 C	03 01 51.0	-16 35 31	-	12.63	13.44			

TABLA 3.3: MEDIDAS DE BINARIAS RECONS CON FASTCAM.

Nombre	Época	ρ (")	σ_ρ (")	θ (P.A.) (°)	σ_θ (°)
GJ 473	2007.153	0.42	0.01	342.7	0.3
GJ 566	2007.153	6.596	0.06	312.7	0.3
GJ 1005	2006.751	0.39	0.01	253.2	0.5
GJ 1116	2007.320	1.51	0.09	178.3	0.6
G 041-014 AB	2007.162	0.39	0.01	112.2	0.4
GJ 661	2007.304	1.205	0.07	264.1	0.6
LP 771-95 AB	2006.753	7.470	0.01	315.3	0.5
LP 771-95 AC	2006.753	6.449	0.01	314.9	0.5

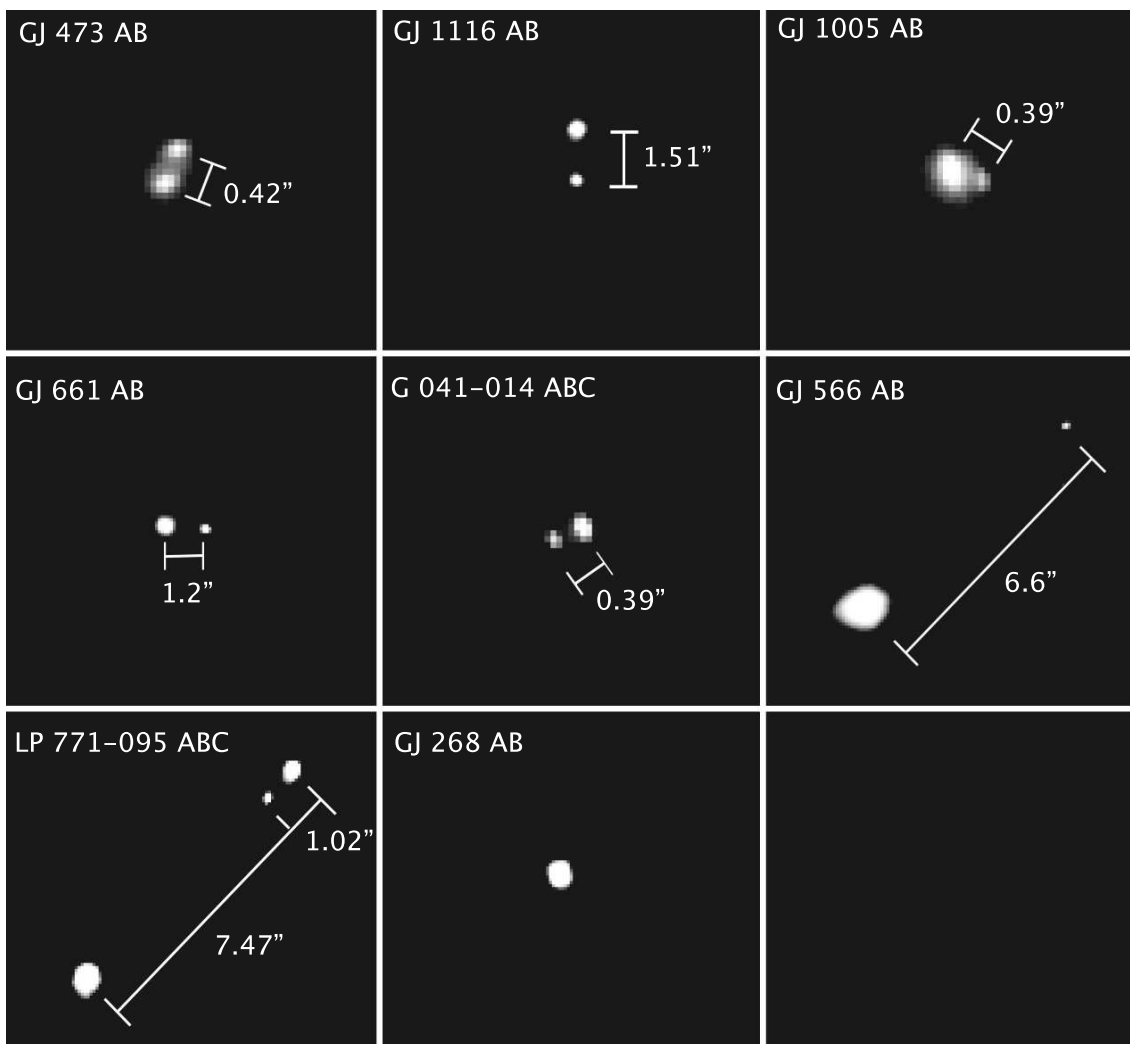


Figura 3.2: Binarias de RECONS observadas con FastCam. GJ 268 es un sistema doble espectroscópico formado por dos estrellas de magnitud $V = 12$, fuera de la capacidad de resolución de FastCam.

A continuación se detallan las estrellas observadas.

GJ 406 (Wolf 359)

Enana tipo M6.0 V de magnitud $V=13,44$ ($M_V = 16,55$) sin compañera conocida. En las observaciones con FastCam no se detectan compañeras. Se encuentra a 2.39 pc del Sol (Henry et al. 2004) y posee un movimiento propio de $\mu = 4,696$. Varios autores han medido su velocidad radial, de unos $19 \pm 0,1 \text{ km s}^{-1}$. GJ 406 es una estrella tipo *flare* con una fuerte emisión en la línea de H_α .

GJ 411 (Lalande 21185)

Aunque Lalande 21185 es una de las estrellas cercanas más estudiadas, también fue observada con FastCam por completitud, sin observarse ninguna compañera. Es una enana tipo M2.1 V a sólo 8,3 años luz. Gatewood (1996) publicó la posible presencia un planeta masivo que estaría a unas 2.2 AU y que tendría un período de 5,8 años, aunque aún no ha podido ser confirmado (Henry et al. 2000). Se cree incluso que pueda poseer un segundo componente planetario a 11 AU y un período de 30 años, si bien estos sistemas no están al alcance de FastCam en el TCS.

GJ 725 A+B

Sistema separado $14''$. Se observaron las componentes independientemente el 20 de abril de 2007 y no de se detectaron nuevos miembros.

GJ 15 A+B

Sistema separado $41''$ observado con FastCam el 1 de octubre de 2006. Se observaron ambas componentes por separado y no de se detectaron nuevos miembros.

GJ 1111

Estrella aislada de magnitud $V = 14,78$ ($V - I = 4.26$, Legget 1992), siendo la estrella RECONS más débil observada por FastCam. No se encontraron compañeras.

GJ 628

Estrella aislada de magnitud $V = 10,07$ ($V - I = 2.68$, Legget 1992). No se encontraron compañeras.

GJ 473 AB (Wolf 424)

Sistema binario muy observado, formado por dos estrellas de baja de separación menor que $1''$. Según observaciones publicadas por Heintz (1989) y Schultz et al. (1998), se estimó en ambos casos órbitas que implicaban componentes subestelares, con rangos de masa entre $M \sim 0,05M_\odot$ a $M \sim 0,07M_\odot$. En un trabajo más reciente de Torres & Henry

(1999), empleando el *Fine Guidance Sensor* del HST, con cuatro observaciones en cuatro años, se obtuvo una órbita más precisa, que da una masa estimada para las componentes de $M_A = 0,143 \pm 0,011M_\odot$ a $M_B = 0,131 \pm 0,010M_\odot$ y un período de $15,643 \pm 0,096$ colocándolas en el rango de objetos estelares.

La mediada realizada por FastCam en febrero de 2007 da una separación de $0.42''$ y P.A.= 162.7° , que coincide con la órbita predicha por Torres & Henry (figura 3.3). En nuestras observaciones, realizadas en banda *I*, la secundaria resulta ser la más brillante.

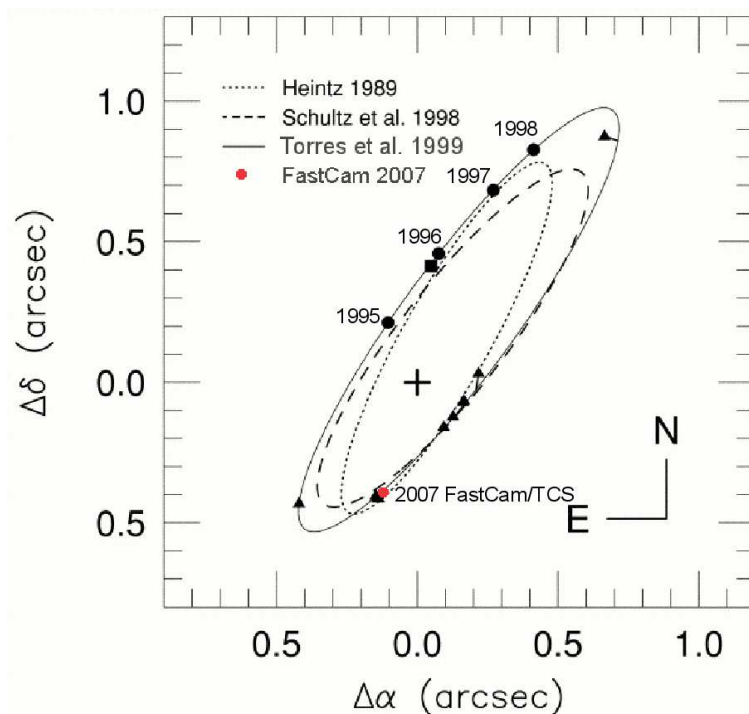


Figura 3.3: Órbitas de GJ 473 AB publicadas en la bibliografía. La medida realizada por FastCam en febrero de 2007 se ajusta muy bien a la órbita del trabajo más reciente de Torres & Henry. El movimiento de la órbita es horario, lo que nos permitirá en poco tiempo obtener un punto en el extremo más alejado de la órbita. Torres & Henry (1999).

GJ 83.1

Estrella aislada observada por FastCam en septiembre de 2006; no se encontraron compañeras.

GJ 412 AB

Sistema binario separado $28''$, por lo que no cabe en campo de FastCam. Se observaron ambas componentes por separado y no se encontraron nuevos miembros.

GJ 1116 AB

Sistema binario conocido, observado en la campaña de abril de 2007. Los parámetros orbitales medidos son $\rho=1.51 \pm 0.09$ y $\theta=178.3 \pm 0.6$.

G 099-049

Estrella aislada tipo M3.5 que entró en la lista de RECONS en la posición 55 en octubre de 2006, con un paralaje de $186,2 \pm 10,1$ mas equivalente a $5,4 \pm 0,3$ pc. Esta estrella tardó en entrar en la lista RECONS debido al gran error en la medida de su paralaje hasta el trabajo de Henry et al. (2006).

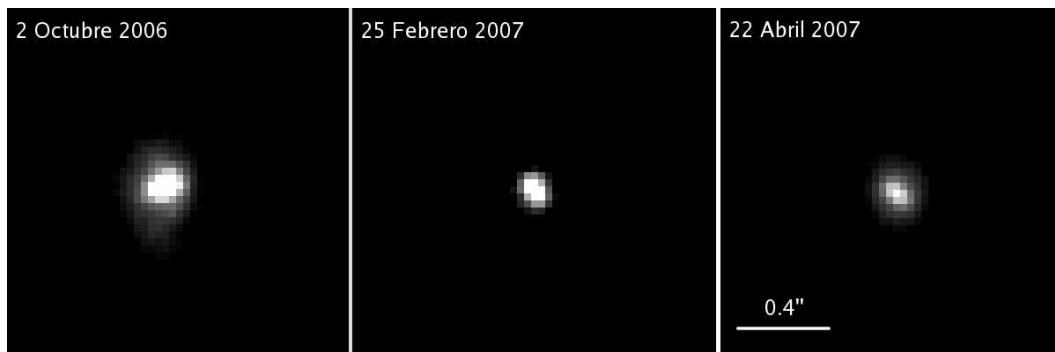


Figura 3.4: Núcleo de la PSF de G 099-049 observada con FastCam durante las tres campañas.

Aunque no se observaron nuevas compañeras con FastCam, hemos detectado una elongación en el centro de la PSF que se mantuvo durante las observaciones realizadas en septiembre de 2006, febrero y abril de 2007, aunque con variaciones en la orientación (figura 3.4). Aunque es posible que se deba a efectos del recentrado y/o desenfoque, este tipo de anomalía apenas se observó en otros casos (como GJ 205). Un patrón parecido se observó en la estrella HD 35652 (véase sección 3.6), un sistema binario separado sólo $0,13''$, por debajo del límite de FastCam. Se planea realizar nuevas observaciones de este objeto para confirmar o descartar que tenga una compañera.

LHS 1723

Estrella M4.5 sin compañera conocida. Su distancia es de 5.32 ± 0.5 pc (Henry et al. 2006) y se ha observado que es variable con una desviación estándar de 0.020 magnitudes en filtro *V* con un rango de variación total de 0.09 mag durante los 27 días de observación de Henry et al. No se detectaron compañeras nuevas en las observaciones con FastCam.

GJ 526

Sistema aislado observado con FastCam en febrero de 2007. No se detectaron compañeras.

GJ 205

Sistema aislado para el que tampoco observamos compañeras, aunque se observa una deformación en el núcleo de la PSF similar a la observada con HD 35652 y G 099-49. Se realizarán nuevas observaciones de esta estrella para poder confirmar si posee una compañera muy cercana.

GJ 908

Sistema aislado observado con FastCam en febrero de 2007. No se detectó ninguna compañera.

GJ 1005 AB (L722-22, LHS 1047)

Enana tipo M se sabe que es binaria desde 1979. Es un sistema cerrado de 4.6 años de periodo, del que de anteriores observaciones, se le atribuía a GJ 1005B una masa de $0.06 M_{\odot}$, convirtiéndolo en candidato a enana marrón. En la tabla 3.3 se resumen las propiedades obtenidas de las observaciones recientes:

TABLA 3.3: PROPIEDADES DE GJ 1005

Posición (J2000.0)	$\alpha = 0^h 15^m 28^s$; $\delta = -16^{\circ} 08,0'$
Magnitudes aparentes (V)	11.5, 14.4
Paralaje absoluto (arcsec)	0.1666
Tipo espectral	dM4.5
Índice (B - V)	1.74
Periodo orbital (años)	4.566 ± 0.009

Para comprobar las masas del sistema, se siguió el sistemas con el FGS del Hubble a mediados de los 90 (Hershey & Taff, 1998), lo que permitió obtener una órbita detallada. Las masas calculadas resultan ser de $0.179 \pm 0.003 M_{\odot}$ y $0.112 \pm 0.002 M_{\odot}$ (Hershey & Taff, 1998) para las componentes A y B respectivamente, con lo que quedó descartado que se tratase de un objeto subestelar.

Las observaciones más recientes de este sistema se deben a Docobo et al. (2006) con medidas de finales de 2004 con una cámara speckle en el Telescopio BTA (Bolshoi Azimuthal Telescope) de 6m del Special Astrophysical Observatory (Rusia), obteniendo $\rho = 0,218 \pm 0,007''$ y $\theta = 2,7^{\circ} \pm 1,8$. El sistema se resuelve sin problemas con FastCam, que dos años después da una posición en 2006.751 de $\rho = 0,39 \pm 0,01''$ y $\theta = 253,2^{\circ} \pm 0,5$.

GJ 268 AB

Binaria espectroscópica de 10,4 días periodo (Tomkin et al. 1986) fuera del alcance de separación de FastCam. Se trata de un sistema con componentes similares, $V = 12$ y $V = 12,5$ que FastCam no puede resolver.

GJ 338 AB

Sistema separado $17''$, por lo que se observaron ambas componentes por separado. No se encontraron nuevos miembros.

GJ 581

Sistema con tres posibles planetas, Gl581b, Gl581c y Gl581d (Bonfils et al. 2005 y Udry et al. 2007). Con FastCam sólo se observa la estrella principal.

GJ 661 AB

Sistema binario conocido cuya observación más reciente se debe a Douglas et al. (2000), medida con interferometría Speckle en 1998, dando una posición de P.A.=231,0 y $\rho = 1,06$. El sistema se observó con FastCam en abril de 2007 obtenido una posición de la órbita de $\rho = 1,205 \pm 0,007$ y $\theta = 264,1 \pm 0,6$.

GJ 1156

Estrella aislada sin compañera conocida. FastCam no observa nuevas componentes.

GJ 408

Estrella aislada. No se observan compañeras.

GJ 402

Estrella aislada. No se observan compañeras.

GJ 566 AB

Sistema binario conocido. Las observaciones en febrero de 2007 dan una posición $\rho=6.6''$ y P. A.= 312.7° .

GJ 299

Estrella aislada. No se observan compañeras.

G 041-014 ABC

Se trata de un sistema triple del que se ha informado recientemente que uno de sus componentes es binaria espectroscópica de corto periodo con doble línea (Reid y Gizis, 1997). Delfosse et al. (1999) obtuvieron sus elementos orbitales determinando un período de 7.6 días para el par espectroscópico y descubriendo el tercer componente a $0.62''$ y P.A. $\sim 90^\circ$ en 1997 y estimando un período de unos 10 años. El sistema se encuentra a 6.77 ± 0.09 pc (Henry et al. 1994) y se estima que la distancia proyectada de AB-C es de unas 4.2 A.U. (Unidades Astronómicas), lo que implica un período de 11.5 años (Henry et al. 2006). La

binaria espectroscópica está fuera del alcance de FastCam, pero se ha medido la distancia del sistema AB-C en $0.39''$ y P.A.= $112.2 \pm 0.4^\circ$, en abril de 2007, unos 10 años después de la última observación y después de casi completar un periodo, confirmando la estimación del período en 10-11 años.

LP 771-095 ABC

Se trata de un sistema triple que cabe en el campo de $9''$ de FastCam. El sistema está muy alineado, en el cual la estrella principal (LP 771-095 A) está algo separado de la pareja BC (LP 771-096). Las posiciones medidas por Jao et al. en 2003 dan unas separaciones de $7.22''$ y un ángulo de posición de 135° para el sistema A-BC, mientras que en observaciones posteriores (Henry et al. 2006) se obtienen $1.30''$ y 138° para B-C sin detectarse cambios en el ángulo de posición a lo largo de los seis años de sus observaciones de A-BC. En las observaciones con FastCam en septiembre de 2007 tenemos $7.47''$ y 315° para A-BC y $0.99''$ y 135° para B-C. Según la fotometría hecha por Henry et al. (2006), A es más brillante que BC en V y R , pero más débil en I . Durante sus observaciones el 22 de agosto de 1999, informaron de un aumento en 0.30 magnitudes del par BC, que no se volvió a repetir, por lo que no se ha confirmado que sea un sistema eclipsante.

3.4. Sistemas binarios particulares

σ Orionis AB

Uno de los objetos más interesantes observados con FastCam es σ Orionis AB, la estrella central del cúmulo abierto σ Orionis, que se encuentra en una región de intensa formación estelar y subestelar. Actualmente se piensa que puede tratarse de hasta un sistema quintuple. El par AB está formado por dos estrellas gigantes, la primaria, A de tipo O9.5V y de masa estimada entre $20-25 M_\odot$ y la compañera B, tipo B0.5V de unas $15 M_\odot$, separadas por sólo $0.23''$. El sistema posee otros tres componentes, B y C de $\sim 3M_\odot$ y $\sim 8M_\odot$ respectivamente y E, de $\sim 8M_\odot$, una estrella rica en Helio y con tipo espectral peculiar B2Vp a $42''$ de AB (15000 AU).

σ Orionis AB tiene un periodo de 155.3 años con movimiento retrógrado y los parámetros más recientes de su órbita de deben a Heintz (1997). El sistema se resuelve con FastCam, con una posición de $\rho = 0.23 \pm 0.02''$ y P.A.= $97.0 \pm 0.5^\circ$. En la figura 3.5 se muestra la imagen del sistema resuelto con FastCam.

Además de resolver el par, FastCam también es capaz de detectar la fuente IRS1 a $3''$ al N-NE de AB (figura 3.5). Se trata de un objeto detectado por van Loon & Oliveira (2003) en infrarrojo medio identificada como una nube de polvo a 1200 AU de AB. Su espectro en banda N mostraba fuerte emisión característica de polvo de silicatos. Aunque aún no se ha demostrado que IRS1 posea una estrella central, se cree que la fuente infrarroja detectada podría ser un disco protoplanetario en dispersión por la fuerte emisión de estrellas tipo OB.

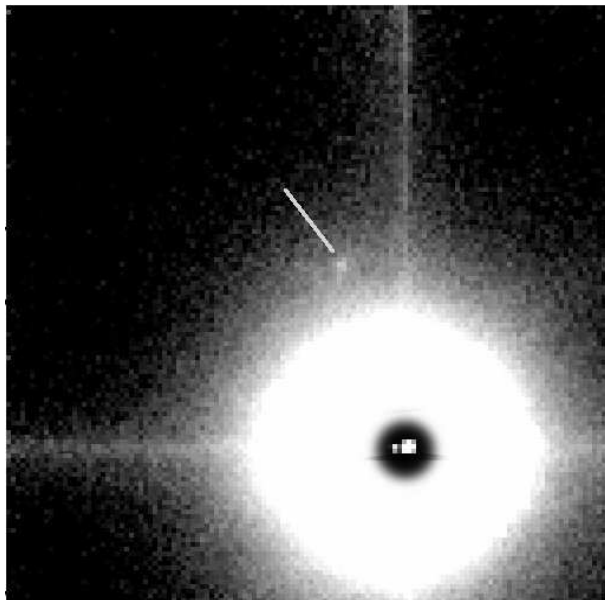


Figura 3.5: Superposición de una imagen de σ Orionis AB y la fuente IRS1 observadas con FastCam el 1 de octubre de 2006 con el TCS con dos escalas de niveles distintos. Campo de $9''$.

SAO 78233 (ADS 4929)

Se trata de un sistema triple formado por un par muy cerrado de magnitudes 8.16 y 8.35 en V y otra componente a unos $3''$ más débil, de magnitud $V=9.63$. Según el trabajo de Horch et al. (2002) usando interferometría Speckle con el Telescopio WIYN² (3.5m) de Arizona, las posiciones de sus órbitas a finales de 1999 son $\rho = 2,786''$ y $\theta = 260,8^\circ$ para AB-C y $\rho = 0,268''$ y $\theta = 325,6^\circ$ para el par cerrado AB.

El sistema se observó con FastCam en septiembre de 2006 y en febrero de 2007, resolviéndose sin problemas el par más cerrado. Se empleó la componente más alejada (C) para evaluar y recentrar las imágenes y evitar así el efecto triple en sistemas de magnitud similar. En la figura 3.6 se muestra la imagen del sistema, donde además se observa un posible cuarto componente (D) al norte de C. En la tabla 3.4 se indican las posiciones de las órbitas medidas con FastCam, incluyendo el posible nuevo componente.

TABLA 3.4: POSICIONES DE SAO 78233

Componentes	$\rho (")$	$\sigma_\rho (")$	$\theta (^\circ)$	$\sigma_\theta (^\circ)$
AB	0.25	0.02	145.6	0.4
AC	2.94	0.006	261.9	0.3
AD	3.01	0.006	266.9	0.3
CD	0.27	0.02	337.7	0.4

²<http://www.noao.edu/wiyn/wiyn.html>

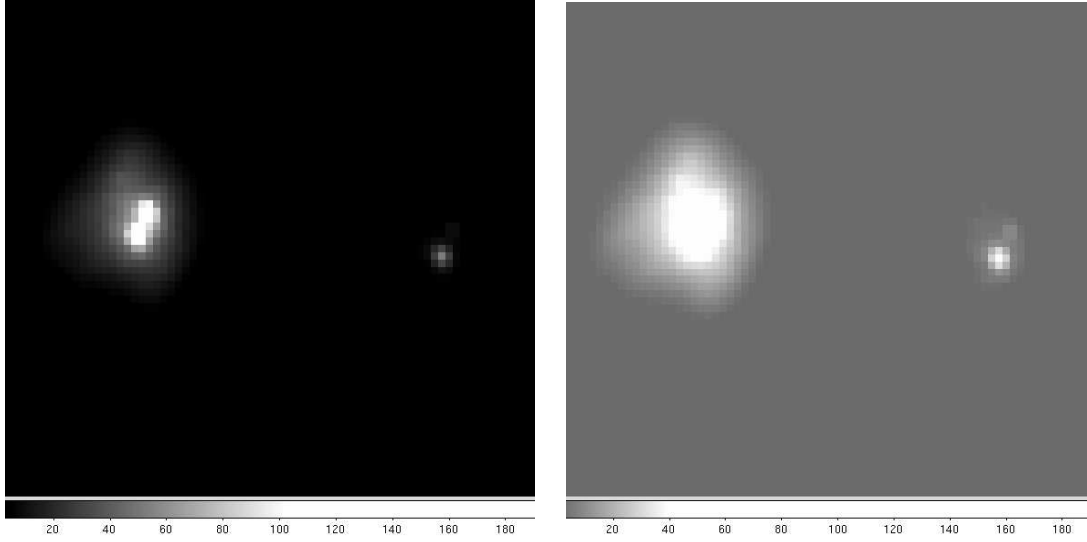


Figura 3.6: Imagen del sistema triple SAO 78233 con distintos niveles, donde se detecta un nuevo miembro a $0,27''$ de la componente C (derecha). Campo de $9''$ con filtro I .

3.5. Cúmulo globular M3

La primera luz de FastCam fue en mayo de 2006 con el cúmulo globular M3. Es uno de los mayores cúmulos globulares de la Vía Láctea, con una masa estimada de $5 \times 10^6 M_{\odot}$ y se encuentra a 10.4 kpc de distancia. Se observó la región central del cúmulo, con una exposición total de 80s, detectándose unas 25 estrellas de hasta magnitud $R \sim 16$, según la fotometría de M3 realizada por Guhathakurta et al. (1994), en un campo de $9''$ de lado.

En la figura 3.7 se muestra la imagen obtenida con FastCam en banda R con el TCS, comparada con imágenes del Telescopio WIYN (3.5m) y el HST. Se observa cómo aunque en número de estrellas detectado es menor, la FWHM obtenida con FastCam ($\sim 0,2''$) es claramente mejor que la del WIYN y comparable a la del HST.

3.6. Sistemas binarios con estrellas masivas

Como prueba para la observación de estrellas masivas, se observó una serie de sistemas binarios con componentes generalmente tipo O o B de una muestra propuesta por Artemio Herrero que aparece en la tabla 3.2.

TABLA 3.2. SISTEMAS BINARIOS MASIVOS.

Objeto	α ($^{\circ}$ $'$ $''$)	δ ($^{\circ}$ $'$ $''$)	V_1	V_2	Sep ($''$)	Dist (kpc)	Obs
HD 108	00 06 03.386	+63 40 46.75	7.4			2.5	
HD 17505	02 51 08.002	+60 25 03.87	7.0	2.15		2.2	
HD 16429	02 40 44.951	+61 16 56.04	8.0	9.8	0.30	2.2	
HD 24431	03 55 38.420	+52 38 28.75	6.9	9.8	0.73	1.0	Sí
HD 34078	05 16 18.149	+34 18 44.34	6.1		8.4	0.52	

HD 35652	05 27 52.40	+05 27 52.40	8.6	10.0	0.13	1.3	Sí
HD 45314	06 27 15.777	+14 53 21.22	6.6		0.05	0.72	Sí
HD 46150	06 31 55.519	+04 56 34.27	6.8	12.4	3.2	1.5	Sí
HD 47839	06 40 58.656	+09 53 44.71	4.7	6.0	2.91	0.72	

En la última columna se indica cuáles de estos sistemas se observaron, 4 en total, de los cuales dos se resolvieron.

En la figura 3.8, a la izquierda, se presenta la imagen obtenida para HD 24431, en la que se observa la compañera a $0,768 \pm 0,009''$ y P.A.= $174,9 \pm 0,3^\circ$. A la derecha de la figura 3.8 se muestra la imagen obtenida para HD 45314, un sistema separado a sólo $0,072''$, muy lejos del límite de FastCam, por lo que no se observa la compañera

HD 35652 es un sistema cerrado fuera del límite de FastCam ($0,13''$) pero en el que se ha observado un núcleo de PSF alargado que puede ser debido a la binariedad. En la figura 3.9 se muestra la estrella promediando varios porcentajes de un total de 12000 imágenes, observándose la asimetría en todos los casos. Aunque durante las observaciones con FastCam se obtuvieron en ocasiones PSFs afectadas por desenfoque o desplazamiento de carga, esta peculiaridad sólo se detectó en contadas ocasiones, como GJ 205 y G 099-049 (sistemas aislados) y podría indicar la presencia de compañeras cercanas.

Finalmente, el sistema 46150, separado $\sim 3''$ y con diferencia de magnitudes en V de 5.5 se resuelve sin problemas y además se observa una tercera componente (C) más débil a unos $7''$ de la principal (A). Las posiciones medidas son A-B: $3.5 \pm 0.1''$ y P.A.= $289.0 \pm 0.6^\circ$ y A-C: $6.8 \pm 0.1''$ y P.A.= $321.2 \pm 0.6^\circ$. En la figura 3.10 se muestra una imagen del sistema.

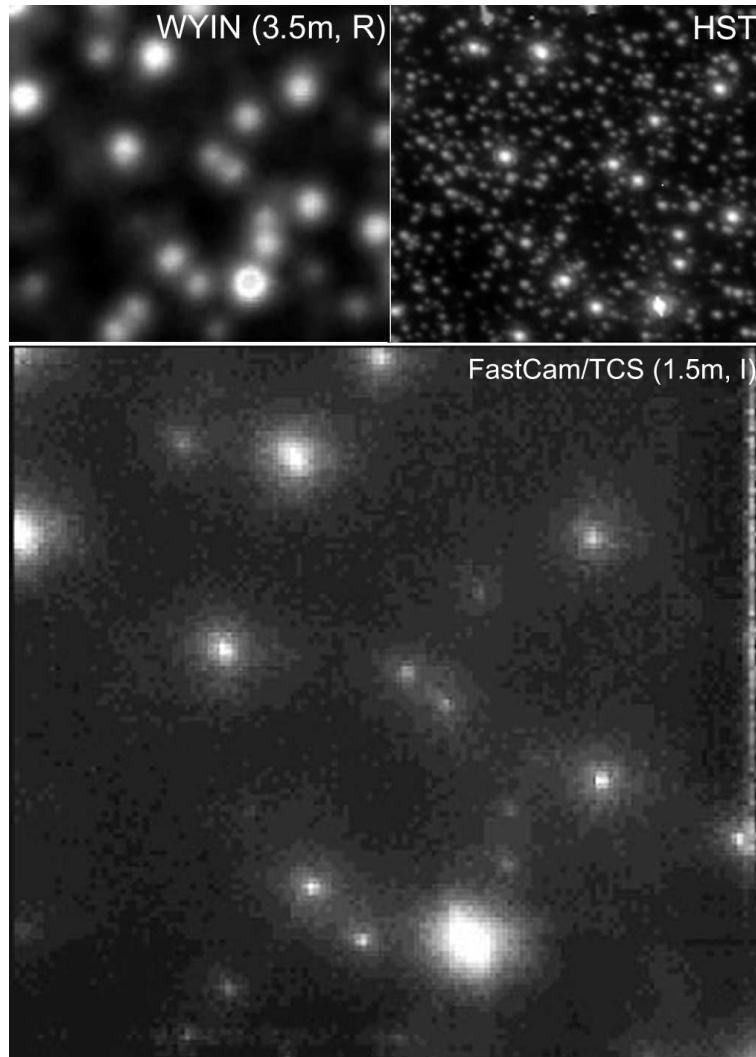


Figura 3.7: Núcleo del cúmulo globular M3 observado en la primera luz de FastCam con el TCS el 17 de mayo de 2006. La imagen de FastCam se compara con la obtenida con el telescopio WIYN de 3.5 m y el Telescopio Espacial Hubble con ACS. El campo es de unos $9''$ de lado.

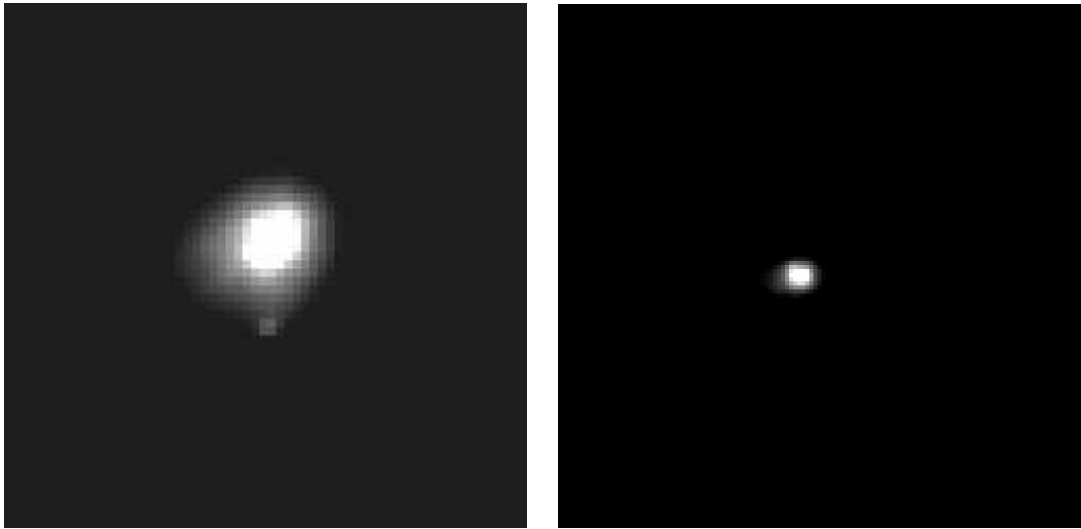


Figura 3.8: Sistemas HD 24431 (izquierda) separados $0,76''$ y HD 45314 (campo de $9''$ de lado) observados con FastCam.

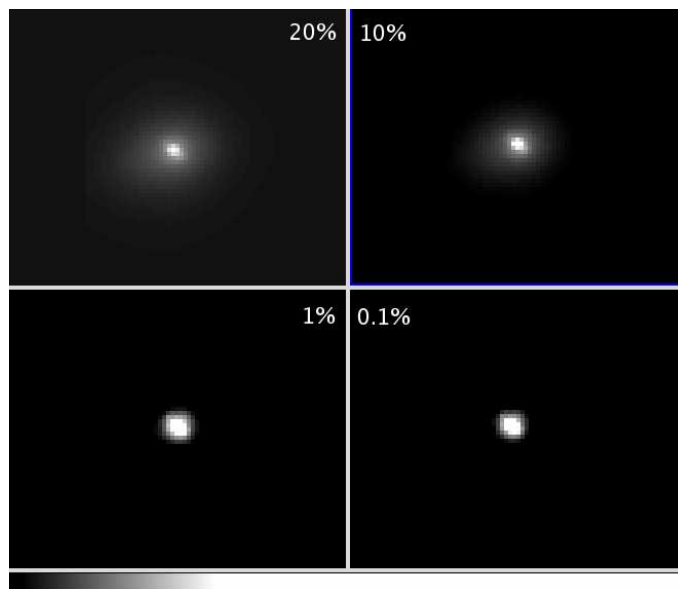


Figura 3.9: Imágenes de HD 35652 realizadas con varios porcentajes de 12000 imágenes. El sistema es muy cerrado para que FastCam lo pueda resolver, pero se observa una leve asimetría que puede indicar binariedad.

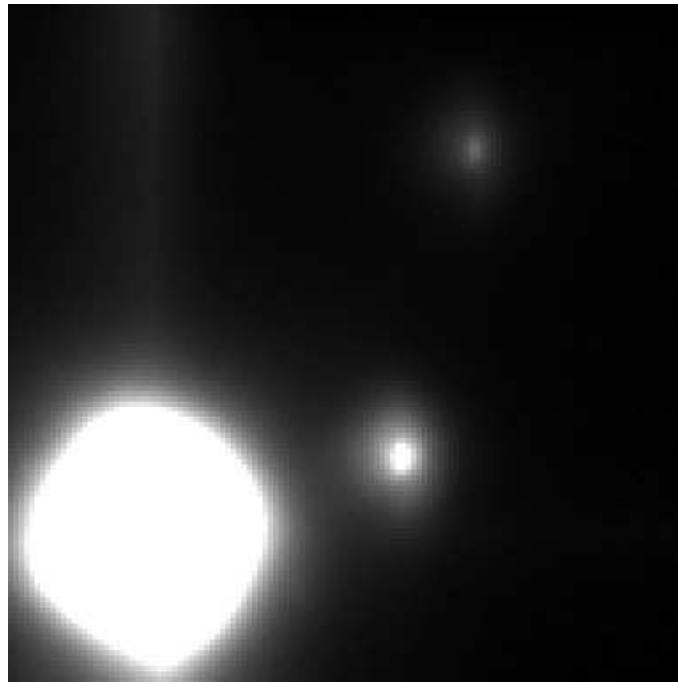


Figura 3.10: Imagen del sistema triple HD 46150 que se muestra en escala logarítmica para resaltar las dos compañeras más débiles. La componente principal tiene > 12000 cuentas (saturado), mientras que las otras dos tienen 970 y 270 sobre un fondo de 45 cuentas.

4

Conclusiones

Durante la etapa de pruebas de FastCam con el telescopio TCS, se ha realizado una caracterización básica de la cámara, estudiando su capacidad de resolución y sensibilidad. Usando la técnica de *Lucky Imaging*, promediando imágenes evaluadas según el criterio del píxel más brillante, se alcanzaron FWHM de $\sim 0,2''$ en banda *I*, muy cerca del límite de re-resolución del telescopio, empleando típicamente el 1% de unas 12000 imágenes de 30 ms de exposición. Con este procedimiento se resolvieron de manera rutinaria binarias cerradas observadas generalmente por otros autores con cámaras Speckle u óptica adaptativa, con separaciones de hasta $0.2''$ - $0.3''$. FastCam, con su actual detector en el TCS, es capaz de detectar compañeras con diferencia de magnitud $\Delta I=2$ separadas $0.2''$ - $0.3''$ y hasta $\sim \Delta I = 7$ a partir de $3''$ de separación, alrededor de estrellas primarias de $I \sim 12$ o más brillantes.

Se inició una campaña de observación de sistemas cercanos RECONS para detectar compañeras, observando unas 30 estrellas hasta la fecha. No se detectaron nuevas compañeras, pero se sospecha la binariedad de la estrella G 099-049 y se obtuvieron nuevas posiciones para 7 binarias RECONS ya conocidas, confirmando algunos periodos orbitales conocidos. Se observaron además varios sistemas binarios de interés, como σ Orionis AB, que además de resolver el par y obtener la posición de su órbita, también se llegó a detectar la débil fuente IRS1, sospechosa de poseer un disco protoplanetario. Se descubrió una nueva componente del sistema triple SAO 78233 a sólo $0,27''$ y se iniciaron campañas de observación de estrellas de la zona de Upper Scorpius y de estrellas del catálogo Tycho a más de 7 parsecs.

Las perspectivas futuras para FastCam son muy prometedoras. A finales de 2007 se reemplazará la cámara de 128×128 píxeles por una de 512×512 , se tratará de mejorar la refrigeración para disminuir el ruido y se incorporará un sistema óptico para corregir la dispersión atmosférica. En el último trimestre se harán observaciones en los telescopios NOT y WHT de La Palma, donde los objetivos principales serán la búsqueda de estrellas cercanas de baja masa en las Híades, Upper Scorpius y otras regiones de formación estelar. También se continuará con el programa de observación de estrellas RECONS y se observará el núcleo de cúmulos globulares cercanos como M3 o M5 para realizar estudios dinámicos de los mismos.

5

Agradecimientos

Debo empezar agradeciendo a los directores de este trabajo, Rafael Rebolo y Sergi Hildebrandt por su enorme ayuda y dedicación y por permitirme formar parte de este interesante proyecto. El desarrollo de FastCam se debe al esfuerzo de muchas personas, sin cuya ayuda no habría sido posible. Álex Oscoz es el administrador del proyecto, que se ha encargado que todo funcione. Roberto López, del Departamento de Óptica del IAC, ha hecho un gran trabajo en el desarrollo de la óptica de FastCam, adaptándolo para cada telescopio con el que se piensa observar y también ha alineado la óptica del TCS al límite para obtener los mejores resultados.

La magia del procesado en tiempo real con FPGA se debe al esfuerzo de Luis Fernando Rodríguez, del Departamento de Electrónica del IAC y a Juan José Piqueras (UPCT) y Yolanda Martín (IAC), que se encargaron de la difícil programación de la tarjeta.

Una parte fundamental de FastCam es el software de procesado, que fue desarrollado en su totalidad por los también miembros del equipo Antonio Pérez Garrido, Isidro Villó y Anastasio Díaz, de la Universidad Politécnica de Cartagena (UPCT) que además han colaborado activamente en las campañas de observación.

También debo agradecer al Grupo de Astrónomos de Soporte (GAS) del IAC por su ayuda y sugerencias durante todas las campañas de observación, en especial a José Miguel López por la caracterización de la cámara y sus útiles comentarios. Igualmente gracias a Emilio Cadavid y al equipo de mantenimiento instrumental por su ayuda durante la instalación de FastCam.

Jesús Jiménez y el equipo de SCIDAR nos han facilitado la cámara y el ordenador de adquisición durante la fase de pruebas y Ralf Kohley (Grantecan) ha hecho un gran trabajo estudiando la sensibilidad y comportamiento de FastCam; muchas gracias a ellos también.

Para el desarrollo de este trabajo se emplearon herramientas informáticas como IRAF (*National Optical Astronomy Observatories*) y Python/Scipy (*Python Software Foundation*) y datos públicos del ADS (*Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics* y NASA) y Simbad (CDS, Strasbourg).

Finalmente, gracias a mis compañeros por su ánimo y apoyo, en especial a mis buenos amigos Antonio Hernán, Fran Montenegro y Ruymán Azzollini por sus comentarios y sugerencias y también a Ramón Marzoa aunque ahora esté un poco lejos, por compartir los que más nos gusta.

Bibliografía

Baldwin, J. E. *et al* 2001, Diffraction-limited 800 nm imaging with the 2.56 m Nordic Optical Telescope, *A&A*, **368**, L1

Barletti *et al.* 1977 *A&A* **54** 649

Bonet, J. A. 1999 High Spatial Resolution Imaging in Solar Physics. Proceedings of the Summerschool and Workshop held at the Solar Observatory Kanzelhöhe, Kärnten, Austria,

Bonfils, X. *et al.* 2005 *astro-phs/0509211*

Born, M. & Wolf, E. Principles of Optics: Electromagnetic Theory of Propagation, Interference and Diffraction of Light. CUP, 6th ed. 1997

Dantowitz, D. 1998, Shaper Images Through Video, *Sky & Telescope*, August 1998, p48

Delfosse, X. *et al.* 1999 *A&A* **344** 897

Docobo, J. A. *et al.* 2006 *AJ* **132** 994-998

Douglass, G. *et al.* 1999 *A&A* **341** 121S

Fried D. L. 1966, *J. Opt. Soc. Am.* **56** 1372

Fried, D. L. 1967, in *Proc. IEEE*, **55** 57-67

Fried, D. L. 1978, Probability of getting a lucky short-exposure image through turbulence, *Optical Society of America Journal A*, **68** 1651

Fruschter, A. S. & Hook, R N, 2002, Drizzle: A Method for the Linear Reconstruction of Undersampled Images, *PASP*, **114** 144

Gatewood, G. 1996 *AAS* **188** 4011

Guhathakurta, P. *et al.* **1994** *AJ* 108 1786

González-Pérez, J. M. *FastCam: Resultados de la campaña de Septiembre de 2006*. Grupo de Astrónomos de Soporte (GAS). Comunicación privada.

Heintz, W. D. 1997 *ApJS* **111** 335

- Heintz, W. D. 1989, A&A, **217** 145
- Hershey, J. L. and Taff, L G, 1998 AJ, **116** 1440-1446
- Henry, T, *et al* 2000 ApJ **531** 415
- Henry, T. *et al* 2004 AJ **128** 2460-2473
- Henry, T. *et al* 2006 AJ **132** 2360-2371
- Hormuth, F. 2007 Direct imaging of the young spectroscopic binary HD 160934, A&A **463** 707-711
- Horch, E.P. *et al.* 2002 AJ, **123** 3442-3459
- Jao, W. C. *et al*, 2003 AJ, **125** 332-342
- Jim, K. T. 2000 The University of Hawaii 2.2 Meter Fast Tip-Tilt Secondary System, PASP, **112** 716
- Kolmogorov, A. N. 1941 Dokl. Akad. Nauk. SSSR **31** 538
- Kolmogorov, A.N. 1941 Dokl. Akad.Nauk. SSSR **32** 19
- Law, N. M. 2006, PhD Thesis. Cambridge University
- Law, N. M. Mackay, C D & Baldwin, J E 2006b Lucky imaging: high angular resolution imaging in the visible from the ground, A&A **446** 739
- Leggett, S. K. 1992 ApJS **82** 351L
- More J. J., Garbow B. S., Hillstrom, K. E., 1980, National Laboratory Report ANL-80-74
- Piqueras-Meseguer, J. J. 2006 Especificaciones del sistema de adquisición de datos y procesamiento en tiempo real sobre FPGA. UPCT/IAC. Comunicación privada.
- Reid, I. N. & Gizis, J. E., 1997 AJ **113** 2246
- Scardia, M. *et al.* 2006 MNRAS **367** 1170-1180
- Scardia, M. *et al.* 2007 MNRAS **374** 965-978
- Schultz, A. B. 1998, *et al.*, PASP, **110** 31
- Tomkin, J. *et al.* 1986 AJ **92** 1424T
- Torres G., Henry T. 1999 , AJ **117** 562-573
- Tubbs, R. N., 2003, PhD Thesis. Cambridge University
- Udry, S. *et al.* A&A **469** L43-L47
- Vernin, J. & Muñoz-Tuñon, C. 1994, Optical seeing at La Palma Observatory. 2: Intensive site testing campaign at the Nordic Optical Telescope, A&A, **284**, 311

Vernin, J. & Muñoz-Tuñon, C. 1998, *The temporal behaviour of seeing*. *New Astronomy Review*, **42**, 451

Wizinowich, P. *et al* 2000, First Light Adaptive Optics Images from the Keck II Telescope: A New Era of High Angular Resolution Imagery *PASP* **112** 315

DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA
Universidad de La Laguna

**MEMORIA DE FASE DOCENTE
DE TERCER CICLO**

Jorge Andrés Pérez Prieto

**Tutor de la fase de docencia
Dr. Fernando Moreno Insertis**

Memoria de fase docente

Introducción

Mi interés por la astronomía fue siempre observacional, así que decidí orientar los cursos de Tercer Ciclo a los relacionados con instrumentación y técnicas observaciones. La mayoría de estos cursos me sirvieron de complemento a asignaturas dadas durante la especialidad de Astrofísica en la la Universidad de La Laguna, aunque el acercamiento más específico a algunos instrumentos y técnicas los hicieron especialmente valiosos. Los curso del programa Física del Cosmos impartidos fueron los siguientes:

- Avances en instrumentación astronómica
- Astrofísica con telescopios espaciales
- Radioastronomía
- Técnicas de alta de resolución para imágenes astronómicas
- Técnicas de análisis de datos astronómicos (Facultad de Matemáticas)
- Historia de la Astronomía y Arqueoastronomía

En general todas las asignaturas me resultaron útiles y el temario dado me pareció adecuado. A continuación comento cada una de ellas.

Avances en instrumentación astronómica

Asignatura de tres créditos impartida por el Dr. Francisco Garzón y Dr. Peter Hammerley. Se trata de una introducción a las técnicas instrumentales modernas, especialmente en los rangos visible e infrarrojo. La asignatura da una introducción a la física que está detrás de los instrumentos y detalla los componentes empleados en instrumentación, como la óptica, técnicas de selección de longitud de onda y mecánica de los instrumentos. Me pareció especialmente útil la parte dedicada al infrarrojo, que considero muy importante, sobre todo lo visto sobre criogenia y detectores en infrarrojo.

La asignatura tuvo un trabajo final que consistía en estudiar en detalle un instrumento elegido por el alumno. Mi elección fue la cámara IRAC del satélite infrarrojos Spitzer, lo cual me pareció una buena oportunidad para conocer en detalle un instrumento real.

Astrofísica con telescopios espaciales

Asignatura del Dr. Ismael Pérez Fournón sobre telescopios espaciales y sus datos astronómicos. Se describieron los principales satélites astronómicos como ISO, Chandra, Hubble o Spitzer y también cómo utilizar los datos públicos producidos por estos telescopios. Lo más útil del curso fue el trabajo final, que consistió en crear una propuesta de observación realista con algún satélite astronómico, justificando científicamente su uso. Esta práctica me pareció muy útil e interesante y que quizás también se podría poner en práctica en otros cursos.

Radioastronomía

Curso de introducción a la astronomía de los investigadores del OAN Dr. Pere Planesas y Dr. Rafael Bachiller. En una primera parte se hace un repaso a la física de los instrumentos de ondas de radio y luego se estudian caso astrofísicos en esas longitudes de onda. El temario del curso y distribución me pareció muy correcto, aunque tratándose de un curso de introducción quizás se dió demasiado temario en poco tiempo. En todo caso, no he tenido otra oportunidad de ver técnicas de radio, con lo que creo que es muy útil como primer acercamiento para un astrónomo observacional.

Técnicas de alta de resolución para imágenes astronómicas

Debo decir que fue quizás el curso más útil que dí, especialmente por mi trabajo con FastCam y también por la capacidad de Jose Antonio Bonet para explicarlo. En el curso se explican las técnicas pre-obtención y post-obtención de imágenes astronómicas de alta resolución, enfocadas especialmente a imágenes solares, pero de uso general.

Técnicas de análisis de datos astronómicos

Es una asignatura de seis créditos de la Facultad de Matemáticas impartida por la Dra. Clara Régulo. En ella se hizo un repaso a las técnicas observaciones pero se hizo énfasis en el estudio matemático de ajustes, análisis de errores y transformadas de Fourier. Como trabajo para la asignatura, estudié las técnicas de análisis con *wavelets*, una técnica muy útil para el análisis de estructuras espaciales y temporales a partir de imágenes.

Historia de la Astronomía y Arqueoastronomía

Aunque no es una asignatura de astrofísica, este curso me pareció muy atractivo e interesante. En la asignatura del Dr. Juan A. Belmonte, se repasa la historia de la cosmología y la astronomía de varias culturas como la egipcia y la maya. Es una asignatura que me hubiese gustado mucho dar (ampliada) durante la carrera.