
Caracterización de la cámara CAMELOT2

Autor:
Alberto MADRIGAL AGUADO

Tutores:
Dr. Matteo MONELLI
Dr. Alejandro OSOZ

TRABAJO DE FIN DE MÁSTER

2020



UNIVERSIDAD DE LA LAGUNA
FACULTAD DE CIENCIAS
MÁSTER EN ASTROFÍSICA

*A Silvia y Francisco, porque
a pesar de los 1700km de distancia,
su apoyo ha sido fundamental.
A Matteo, Alex y todos los TOT,
por aguantarme todas esas noches.*

Índice

I	Caracterización de CAMELOT2	1
1.	Introducción	1
1.1.	Modos de lectura	4
1.2.	Viñeteo	5
2.	Pruebas	7
2.1.	Linealidad	7
2.2.	Ganancia y ruido de lectura	10
2.3.	Darks	11
2.4.	<i>Shutter</i>	13
2.5.	<i>PSF</i>	17
2.6.	ETC	20
II	Caso práctico: NGC1035 & DF4	23
1.	Introducción	23
2.	Estrategia de observación	24
3.	<i>Pipeline</i>	25
4.	Resultados	27
III	Conclusiones	29
	Referencias	30
IV	Anexo	31
1.	Modos de lectura	31
2.	Linealidad	32
3.	Ganancia y <i>RON</i>	36
4.	<i>PSF</i>	37

Abstract

This work reflects the results of the complete characterization of CAMELOT2 (from in spanish CÁmara MEjorada Ligera del OT) and is focused on determinate the best way to carry out the observations and pull out the best of this telescope. CAMELOT2 is the common user instrument of the IAC80 telescope, at the Teide Observatory. The IAC80 telescope has 82 cm of aperture and at its cassegrain focus is placed CAMELOT2, an instrument with a detector made by Spectral Instruments. It is a 4kx4k back illuminated CCD which operates in the optical wavelength range. It has a huge collection of filters which includes SDSS griz, Johnson UBVRI, Strömgren uvby standards and many narrow filters. The pixels size is 15μ which implies a pixel scale on-sky of 0.336 arcsec/pix. The theoretical field of view must be 22×22 arcsminutes² but, due to the vignetting caused by the filters, the useful field of view is 10.6×10.6 arcminutes². Due to this problem, all the analysis had to be carried out in the unvignetted region. In order to get a low readout time and low readout noise, the common use observing modes have 4 channels. Because of this, we performed all the tests for each individual channel and then we computed the mean for the 4 channels.

A verification of the linearity response in all common observing modes was made. An important amount of images with flat illumination and increasing exposure times were taken. It is clearly visible that all modes offer a satisfactory linear behavior. The saturation counts for every mode were determined and the maximum flat counts for every mode were set to get the proper calibration *flat* images.

The unique way to check if the values of gain and readout noise are close to those provided by the manufacturer is from the images taken with CAMELOT2. A set of *bias* and *flats* images were taken and the values of gain and readout noise for the common observing modes were measured. This test makes sure that the results obtained are very similar to those provided in the datasheet of the CCD and, therefore, it is not suffering degradation.

Despite the CCD is cooled to -105°C , we have tested that the dark current is low enough and does not represent a high noise contribution. Again, many *dark* images with increasing exposure times were taken and analyzed. We found that, even in images with long exposure times (30 minutes), the dark current contribution is negligible and it is no necessary to take calibration *dark* images.

The effect of the *shutter* opening/closin, time has been analyzed. This mechanical part of the camera blocks a tiny fraction of light at the beginning and at the end of the exposures. A set of images with very low exposure time were taken. In the very first images is clearly seen the pattern of the *shutter*. It shows radial structure and depends on the polar angle in the image. It is hard to fix its effects and the best way to minimize them is to take science images with exposure times longer than the total time the shutter takes to open and close.

The *PSF* shape of the stars in all the surface of the detector was checked. A set of stars in images with different filters were selected along the field of view. The ellipticity of these stars were represented versus their position in the CCD, trying to figure out where comes

from the miss alignment. Further research is needed to solve this problem although our results point to a miss alignment between the primary and secondary mirrors.

With the data provided by the previous sections an update of the exposure time calculator was made. Due to all the factor involved in the process of taking an astronomical image, it has not been possible to get the exact star flux, sky flux and the signal to noise ratio as they appear in a real image. It has been bounded the error sources and changes will be made.

Finally, a practical test has been carried out using the previous results. Despite that the IAC80 is a small telescope, it is possible to obtain low-brightness images with the proper observation strategy. In this case, after 85 hour of observations, a low-brightness image of NGC1035 and its companion DF4 was obtained. The images were taken in *SDSS rgi* filters following a precise dithering pattern. After obtaining the images, an optimized data reduction procedure was applied paying special attention to systematic errors, telescope mirrors dirt and CCD pixel to pixel response. To fulfill this, a *flat* image was made using the science images themselves. The results are images with a limit surface magnitude near to 29 magnitudes per arcsecond² that can highly contribute to relevant current researches such as the presence of a galaxy lacking dark matter.

Concluding this summary, small telescopes can still contribute to astronomy specially taking into account that they can offer more observation time per target at a lower cost as compared with their big brothers. The price to pay is that more nights are needed for some given projects. Finally, to reach good science results it is necessary to know all the parameters and characteristics about the detector like linearity, gain, noise sources and other particularities and prepare well the observations.

Parte I

Caracterización de CAMELOT2

1. Introducción

El telescopio IAC 80, que está situado en el observatorio del Teide, fue el primer telescopio diseñado y construido íntegramente por el IAC (Instituto de Astrofísica de Canarias). Opera sobre una montura ecuatorial alemana, tiene 82 cm de apertura y una distancia focal de 9.02 metros ($f/11.3$). Aunque sea considerado un “pequeño telescopio”, opera sin interrupciones desde el año 1991 y con gran éxito en forma de solicitudes y de publicaciones (<http://research.iac.es/OOCC/about/iac80-publications/>). Es un telescopio ideal para programas de larga duración y series temporales (*time-domain astronomy*). Entre sus programas de observación habituales se incluyen tránsitos de exoplanetas, variabilidad de estrellas, cuásares y seguimiento de basura espacial y asteroides. Una función muy importante del telescopio es su uso frecuente para prácticas de estudiantes provenientes de varias universidad españolas y europeas.



Figura 1: Telescopio IAC80 en el observatorio del Teide. Foto de Fernando Tinaut Ruano.

La instrumentación del telescopio IAC80 ha ido cambiando y mejorando con el tiempo. Actualmente, y desde mediados del año 2019, en su foco Cassegrain, cuenta con una CCD (CAMELOT2), fabricada por la empresa Spectral Instruments. Se trata del modelo 1100 SI Series Camera, que se basa en un detector con tecnología E2V CCD231-84 con iluminación trasera y que ahora mismo es de los mejores que hay en el mercado de chips de 4kx4k. Esto constituye importantes mejoras con respecto a su predecesora CAMELOT. Este trabajo surge de la necesidad de conocer el comportamiento de esta nueva cámara en conjunto con el telescopio IAC80. Esta información servirá, tanto a los astrónomos, como al personal del proyecto, para sacar el máximo rendimiento de este telescopio.



Figura 2: CAMELOT2 en el foco Cassegrain del IAC80. Foto de Manuel Sánchez Benavente.

Este detector no tiene zona de *overscan*, por lo que es necesaria la toma de *bias*. Sus características principales se recogen en la tabla 1. CAMELOT2 cuenta con un sistema de refrigeración basado en el gas *NF-50* cuya misión es enfriar el detector hasta la temperatura de trabajo, en torno a -105°C . El proceso de enfriamiento tarda unas 3 horas. El telescopio dispone de una rueda de filtros con 12 posiciones y habitualmente tiene colocados los filtros del estándar de *Johnson UBVRI* y los del estándar *SDSS griz*, pero cuenta también con los del estándar *Strömgren uvby*, además de una amplia colección de filtros estrechos.

Tamaño del detector	4096(H)x4112(V) píxeles
Tamaño del píxel	15 μm
Escala del píxel	0.336 "/píxel
Campo teórico en el cielo	22.9x23.0 arcmin ²
Tamaño útil cuadrado	2200(H)x2200(V) píxeles
Campo útil cuadrado en el cielo	12.3x12.3 arcmin ²
Tamaño útil circular	3088 píxeles (diámetro)
Campo útil circular	17.3 arcmin (diámetro)
Modos de lectura	15

Tabla 1: Características generales de CAMELOT2.

La aplicación para la operación del telescopio y el instrumento es CCD-Cap (figura 3). Incluye el control de todos los parámetros y, además, dispone de una sistema de macros para la automatización de las observaciones.

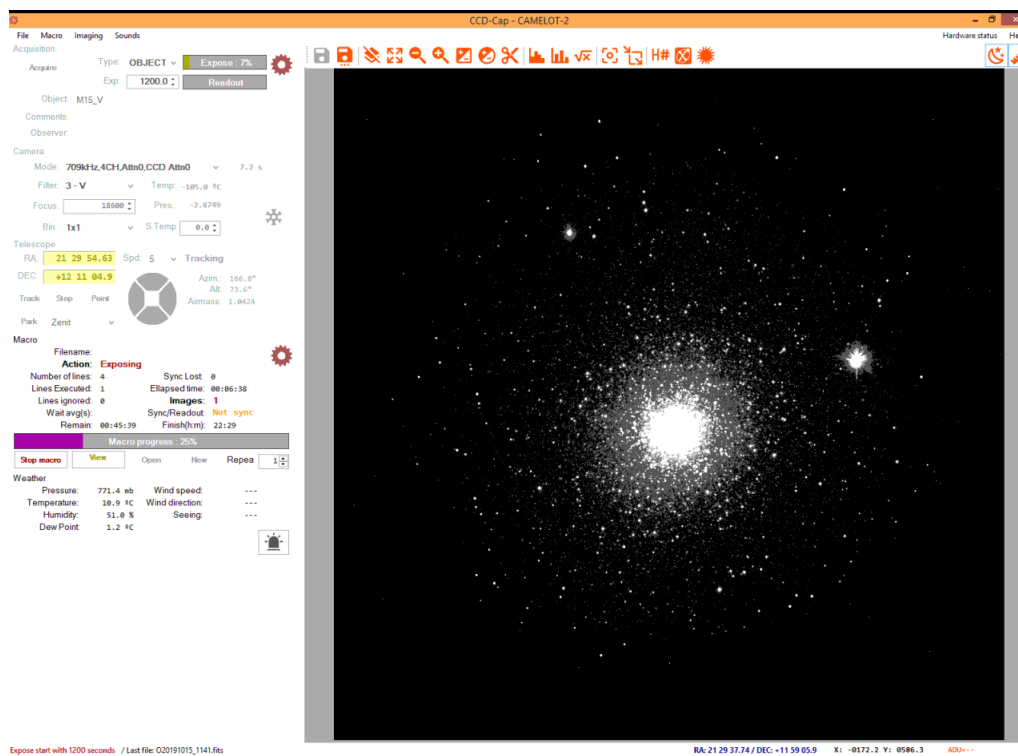


Figura 3: Captura de pantalla de la aplicación CCD-Cap mientras se tomaban imágenes del cúmulo M15.

1.1. Modos de lectura

La CCD de Spectral Instruments cuenta con 3 modos de lectura (1, 2 o 4 canales) que se pueden combinar a su vez con 4 velocidades de lectura (100kHz, 344kHz, 709kHz y 855kHz), resultando en 12 modos que, añadiendo algunos modos en los que se cambia la atenuación¹, resultan en un total de 15 modos disponibles. Según aumenta el número de canales o la velocidad de lectura disminuye el tiempo de lectura. Cada modo de lectura tiene sus propios valores de ganancia y ruido de lectura, sin embargo, éstos son muy parecidos entre sí, fijada la velocidad de lectura. El modo más usado por los astrónomos que observan en el IAC80 es el de 4 canales, con velocidades de lectura de 344 kHz (modo 0) o de 709 kHz (modo 2). En la tabla 2, se muestran las frecuencias y tiempos de lectura para las 4 velocidades del modo de 4 canales. La lista completa de modos² disponibles se muestra en el anexo 1.

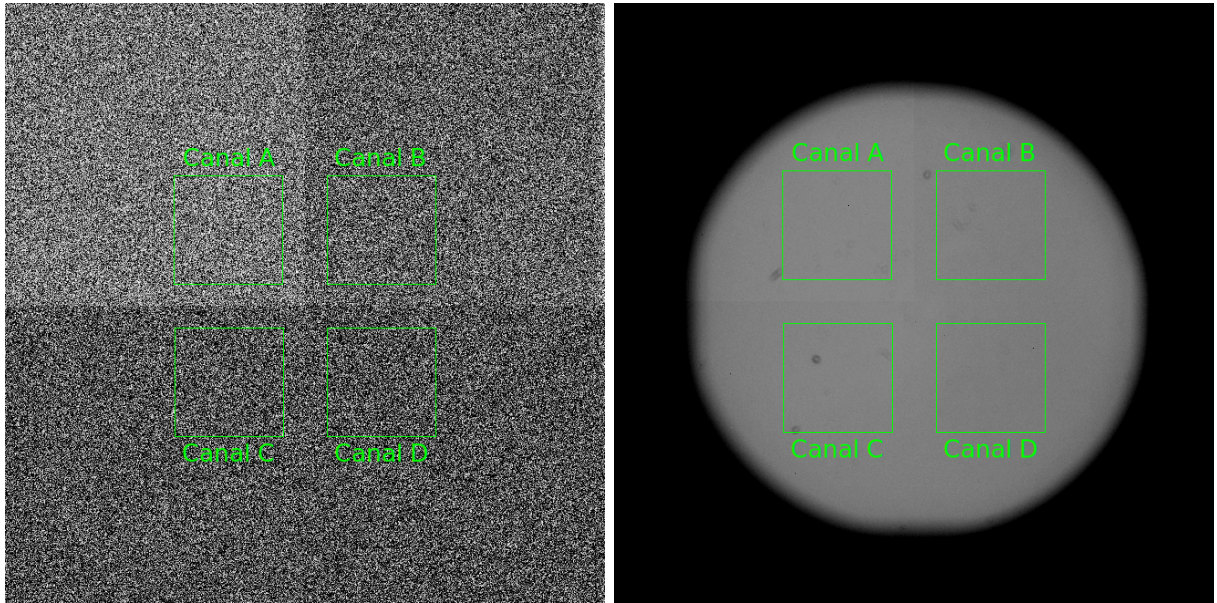
Modos	Frecuencia de lectura (kHz)	Tiempo de lectura (s)
0	344	13.5
2	709	7.2
3	100	43.6
4	855	6.6

Tabla 2: Frecuencias y tiempos de lectura para las cuatro velocidades del modo de cuatro canales.

Para las diferentes pruebas que se han hecho, y que se han centrado en el modo de 4 canales, se han analizado las respuestas de cada canal por separado. Dado que la rueda de filtros produce viñeteo sobre el CCD (ver sección 1.2), las regiones en las que se medirán las cuentas para cada canal en el detector estarán situadas cerca del centro geométrico del detector. A continuación (figura 4), se muestra el aspecto de un *bias* y un *flat* con las regiones mencionadas.

¹Existen dos modos con velocidad de lectura de 344 kHz (modo 1) que difieren en el parámetro de atenuación. Éste se refiere a una reducción de la sensibilidad con un aumento de la ganancia. Este modo no se incluye en la tabla 2.

²Se sigue la numeración que aparece en la cabecera de las imágenes. Tanto en el editor de texto para las macros como en la aplicación de observación, esta numeración comienza en uno.



(a) Aspecto de un *bias* del modo 0.

(b) Aspecto de un *flat* del modo 0.

Figura 4: Aspecto de un *bias* y un *flat* del modo 0, en las que se pueden ver los cuatro canales de lectura.

1.2. Viñeteo

Como consecuencia de haber reutilizado la rueda de filtros junto con los filtros de la antigua cámara CAMELOT, se produce un viñeteo en el plano focal que reduce el campo útil. Esto es debido a que CAMELOT2 tiene mayor tamaño que su predecesora. En la figura 5 se puede ver un ejemplo de una imagen del cúmulo globular M3.

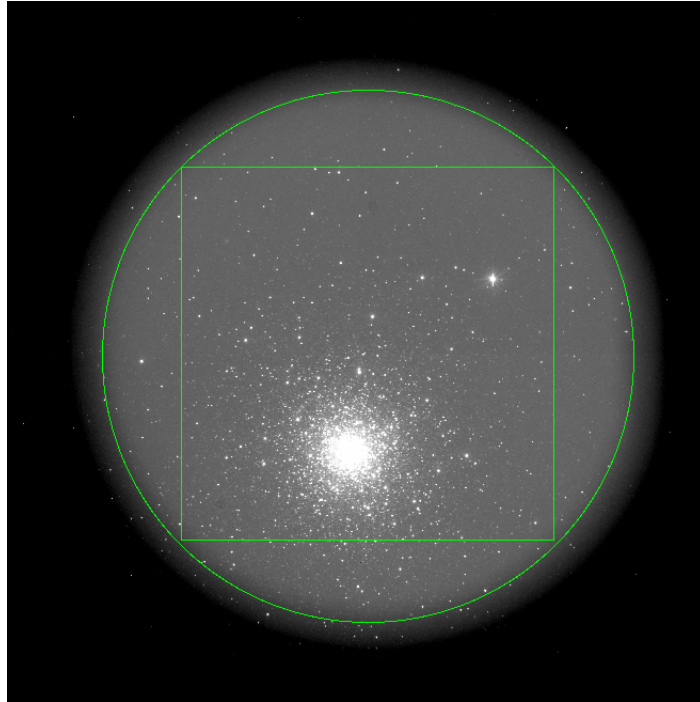


Figura 5: Aspecto de una imagen del cúmulo M3 sin procesar y el viñeteo producido por los filtros. Se muestra el campo útil circular y cuadrado presentes en la tabla 1.

De una forma más cuantitativa, podemos ver, en las figuras 6a y 6b, los perfiles de filas y columnas de un *flat*. Estos perfiles muestran la media de 200 columnas o filas, representando en el eje y las cuentas (ADU , por sus siglas en inglés) y, en el eje x , la posición en píxeles a lo largo de las filas o columnas, respectivamente. Como se puede ver, el viñeteo produce un bloqueo gradual de la luz que deja un tamaño del detector útil de unos 2200×2200 píxeles², que se ha determinado a partir de los resultados obtenidos de la figura 6. Esto, en el cielo, supone un campo redondo de 17.3 arcmin de diámetro que, recortando a un campo cuadrado, se reduce a 12.3×12.3 arcmin². El círculo del viñeteo está centrado en las coordenadas en píxeles $2111, 2036$.

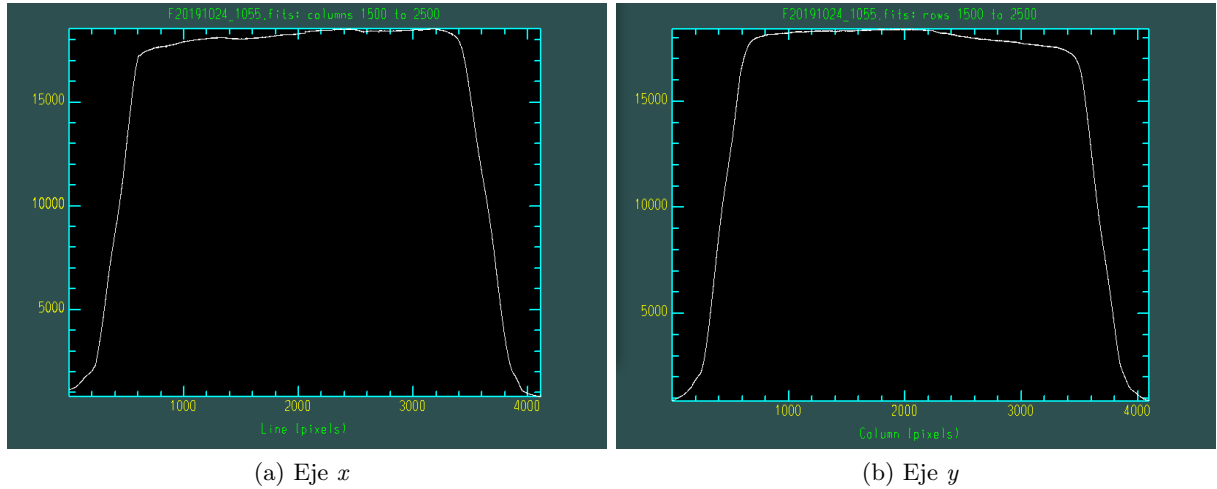


Figura 6: Perfiles de un *flat* normalizado en filas y columnas, promediando el valor de las 200 columnas y filas centrales, respectivamente.

2. Pruebas

Una parte importante a la hora de obtener y usar datos astronómicos es la toma de datos de calibración. Para una CCD que toma imágenes, esta calibración, como se conoce más comúnmente, pre-reducción o reducción básica, consiste principalmente en tres pasos: resta de imágenes *bias*, cuya finalidad es la resta del pedestal de cuentas que la electrónica introduce en la imagen; división por el *flat* normalizado, que corrige las posibles variaciones de respuesta de cada píxel debido a su propia construcción o suciedad en las superficies a lo largo del tren óptico; y, por último, resta de *darks*, que eliminan las cuentas debidas al ruido térmico introducido por el detector al estar a cierta temperatura.

Las diferentes pruebas que componen esta sección involucran, en cierta medida entre otras cosas, a todas estas imágenes de calibración. Tanto la elaboración de las macros de observación, la elección del tipo de imágenes necesarias, como el análisis de las mismas fueron diseñadas, elegidas y realizadas por el autor.

2.1. Linealidad

Una característica importante de los detectores utilizados en astrofísica es su respuesta lineal ante la luz incidente. De ello depende que se puedan hacer mediciones de la luz procedente de los objetos astronómicos. En este apartado, se va a confirmar tal característica para las 5 velocidades de lectura antes mencionadas.

Se tomaron imágenes con iluminación uniforme sobre la cúpula del telescopio y tiempos

de exposición cada vez mayores hasta llegar a la saturación. Se redujeron restando imágenes de *bias*, y dividiendo por un *flat* normalizado. Después, se extrajo la media de cuentas de cada canal en cuadrados de 500x500 píxeles (figura 4b). Finalmente, en la figura 7, se muestran las curvas obtenidas, representando cuentas de cada canal frente al tiempo de exposición. Adicionalmente, en la tabla 3, se muestran las pendientes y la bondad de los ajustes para cada canal. Estas figuras corresponden al modo 0 (304 kHz), las figuras equivalentes para el resto de velocidades se muestran en el Anexo 2.

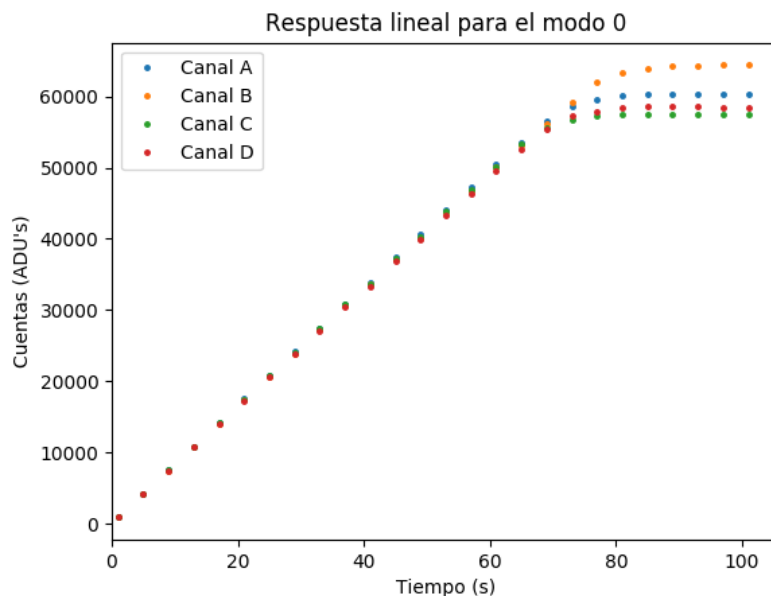


Figura 7: Curvas de linealidad para los cuatro canales del detector para el modo 0 (304 kHz).

Canal	Pendiente (ADU/s)	R^2
A	828.39	0.9999656
B	820.23	0.9999663
C	823.43	0.9999598
D	813.39	0.9999548

Tabla 3: Pendiente y bondad de los ajustes de las curvas de linealidad para cada canal en el modo 0 (344kHz).

En la tabla 3 y la figura 7, se puede ver que la pendiente para los cuatro canales es similar, cosa que no ocurre para otros modos (ver Anexo 2). En cambio, para algunos canales, se llega a la saturación antes que para otros. A continuación, se hizo la media de cuentas en los cuatro canales para cada tiempo de exposición, lo cual se muestra en la figura 8.

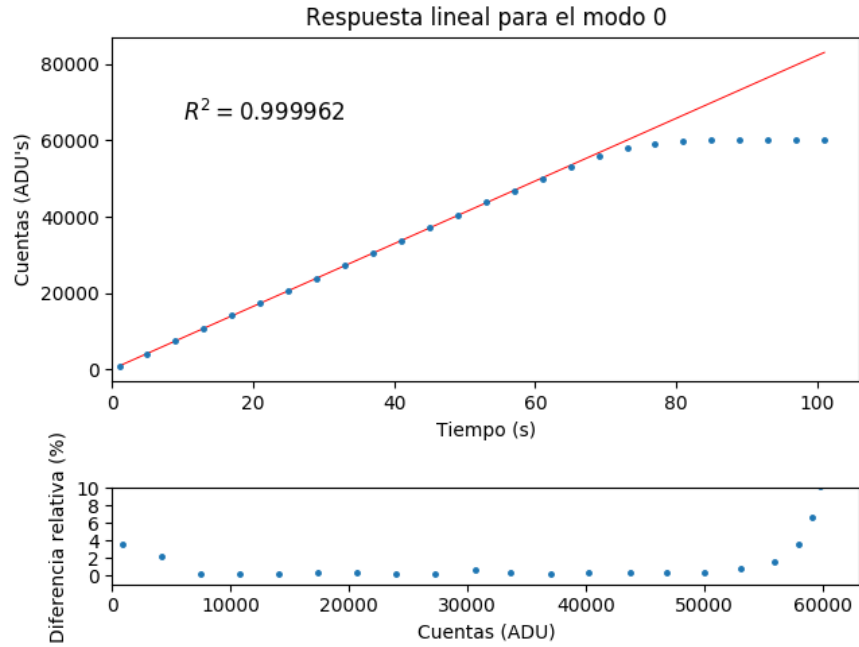


Figura 8: Curva de linealidad para la media de los cuatro canales del detector para el modo 0.

A la vista de los resultados anteriores, el criterio para establecer el límite de cuentas a partir del cual satura el detector (también conocido como rango dinámico), vendrá dado por las cuentas a las que satura el primero de los canales para cada modo. La forma de cuantificarlo es ajustando una recta a los datos finales del canal que primero satura. En el caso que se muestra en las figuras 8 y 7, que es el modo 0 (344 kHz), este límite estará en 56000 cuentas. En la tabla 4 se muestran los rangos dinámicos para las cinco velocidades de lectura.

Modo	Rango dinámico (ADU)
0 (344kHz sin atenuación)	56000
1 (344kHz con atenuación)	40000
2 (709kHz)	22000
3 (100kHz)	60000
4 (855kHz)	12000

Tabla 4: Cuentas de saturación para cada una de las velocidades de lectura.

Con estos datos, en la tabla 5, se muestran los valores de cuentas que se recomienda tener a la hora de tomar *flats* para muestrear bien todo el CCD en cada modo. Se establece, de forma arbitraria, tomando el 70 % de las cuentas de saturación.

Modo	Cuentas recomendadas (ADU)
0 (344kHz sin atenuación)	39000
1 (344kHz con atenuación)	28000
2 (709kHz)	16000
3 (100kHz)	42000
4 (855kHz)	8000

Tabla 5: Cuentas recomendadas para los *flats* para cada modo de observación.

2.2. Ganancia y ruido de lectura

En esta sección se van a obtener los valores de ganancia y ruido de lectura (RON) a partir de las propias imágenes que se toman con la CCD (de cualquier noche y observación). Se tomaron 22 imágenes para cada modo, 11 *bias* y 11 *flat*. Una vez tomadas las imágenes, y sin reducirlas, se analizaron las mismas siguiendo el método mostrado en [1], usando las ecuaciones 1 y 2. En la primera, los términos \bar{F} y \bar{B} , se corresponden a la media de cuentas en un *flat* y en un *bias*, respectivamente. Los términos $\sigma_{F_1-F_2}$ y $\sigma_{B_1-B_2}$ se corresponden con la desviación estándar de la imagen resultante de restar parejas de *flats* y *bias*.

Las ecuaciones 1 y 2 se aplicaron al conjunto de *flats* y *bias*, agrupándolos de 2 en 2. De esta forma, se obtienen 5 valores para cada canal de la ganancia y el RON , que después se promedian (tabla 6). El resultado final de la ganancia y ruido de lectura para cada modo, resulta de hacer la media de estos parámetros para los 4 canales del detector (tabla 9).

$$gain = \frac{(\bar{F}_1 + \bar{F}_2) - (\bar{B}_1 + \bar{B}_2)}{(\sigma_{F_1-F_2}^2 - \sigma_{B_1-B_2}^2)} \quad (1)$$

$$RON = \frac{gain \cdot \sigma_{B_1-B_2}}{\sqrt{2}} \quad (2)$$

De igual manera que con las curvas de linealidad, se van a obtener los valores de las ganancias y el RON para los cuatro canales del CCD en cada modo. Los resultados para el modo 0, se compararán con los aportados por el fabricante [2] en la tabla 6 (mostrados entre paréntesis).

Canal	Ganancia (e^-/ADU)	RON (ADU)
A	4.09 (3.78)	6.97 (5.32)
B	4.09 (3.75)	6.86 (5.25)
C	4.12 (3.76)	6.94 (5.43)
D	4.12 (3.77)	6.27 (5.33)

Tabla 6: Resultados de ganancia y RON para cada canal para el modo 0 (344 kHz).

Modo	Ganancia (e^-/ADU)	RON (ADU)
0 (344 kHz, Attn 0)	4.11 (8.3 %)	6.76 (21.1 %)
1 (344 kHz, Attn 1)	7.76 (6.3 %)	10.99 (15.4 %)
2 (709 kHz)	9.41 (11.5 %)	13.99 (20.3 %)
3 (100 kHz)	0.78 (1.6 %)	6.27 (36.8 %)
4 (855 kHz)	19.94 (13.3 %)	25.35 (14.9 %)

Tabla 7: Resultados medios de ganancia y RON para cada modo.

A partir de los resultados anteriores, en la tabla 9, se pueden ver la media de los valores para todas las velocidades en el modo de 4 canales y, entre paréntesis, la diferencia porcentual con los valores proporcionados por el fabricante. No se conoce exactamente la fuente para las grandes discrepancias entre los valores obtenidos y los dados por el fabricante. Podrían deberse a la diferencia en el método de medida. En el futuro, se implementará una revisión de estos parámetros para cada noche, con la intención de ver la evolución y su posible degradación con el tiempo.

2.3. Darks

En esta parte, se va a demostrar que la contribución de las cuentas de oscuridad es prácticamente despreciable ya que, en el caso del IAC80, la cámara está refrigerada a -105°C , como se mencionó. Para ello, se tomaron cinco imágenes de este tipo en el modo 4 (100kHz), esto es, sin abrir el *shutter* del detector, con tiempos de exposición crecientes. Todas las imágenes fueron restadas de *bias* y, después, promediadas las cinco tomas de cada tiempo de exposición. De nuevo, se va a evaluar por canales. En la figura 9 se pueden ver los resultados.

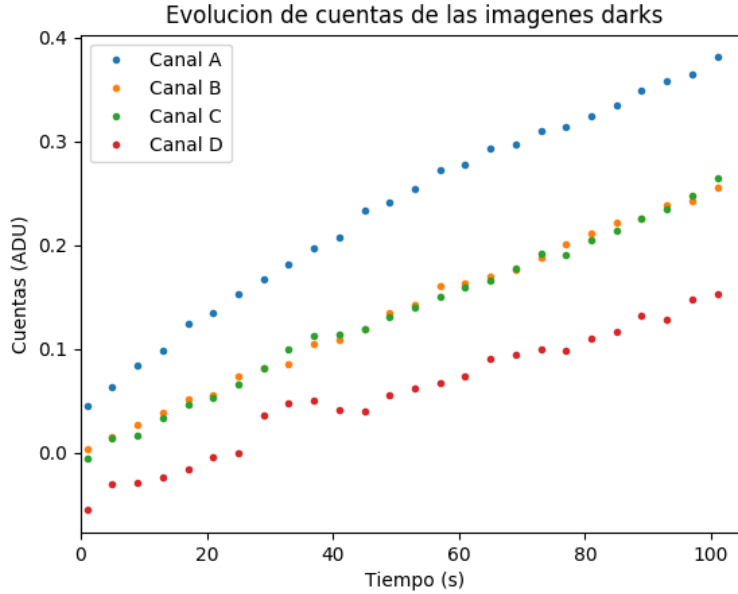


Figura 9: Evolución de las cuentas de las imágenes *darks* para cada canal.

Se puede ver claramente la diferencia entre las pendientes de cada canal, cuyos valores se muestran en la tabla 8. En general, vemos que los ajustes no son tan buenos como en las curvas de linealidad y esto puede ser debido a que, en este caso, las cuentas que se van obteniendo según avanza el tiempo son fracciones de cuentas (*ADU*), lo que hace que las fluctuaciones estadísticas de un tiempo a otro sean significativas. En cualquier caso, la tendencia lineal es clara para los cuatro canales.

Canal	Pendiente (<i>ADU/s</i>)	R^2
A	0.0033	0.9840598
B	0.0025	0.9971850
C	0.0025	0.9940677
D	0.0019	0.9739300

Tabla 8: Pendiente y bondad de los ajustes de las curvas de evolución de cuentas de imágenes *darks*.

Como comentario final, y teniendo en mente que este telescopio se dedica en exclusiva a medidas fotométricas, en el peor de los casos (canal A, tomas de 30 minutos) se tiene una contibución debida a la corriente de oscuridad de tan solo 6 cuentas. En el caso de tener una estrella con 1000 cuentas, el error cometido al tener estas 6 cuentas sería de 0.007 magnitudes.

2.4. *Shutter*

En la mecánica de una cámara, el *shutter* es el dispositivo que permite y bloquea que la luz llegue al detector. Este dispositivo, dependiendo de la rapidez de su movimiento, puede bloquear más o menos luz. En esta sección se va a evaluar cuantitativamente cómo afecta a las imágenes.

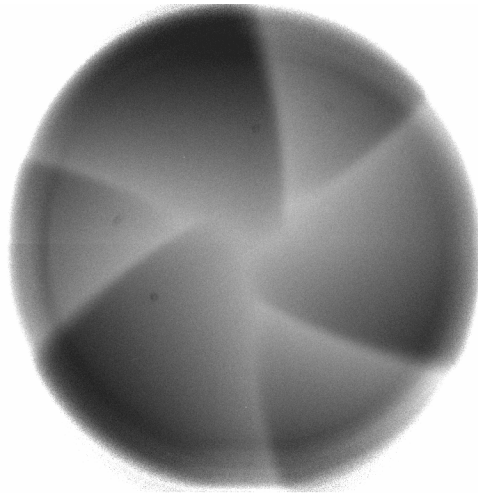
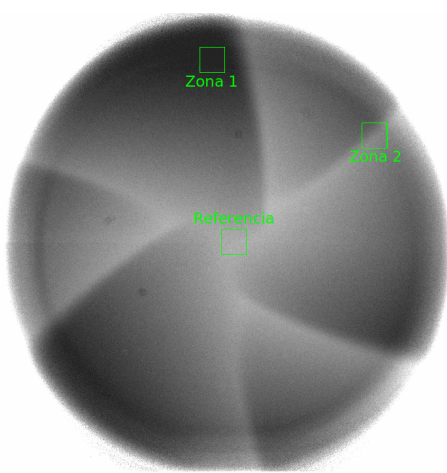


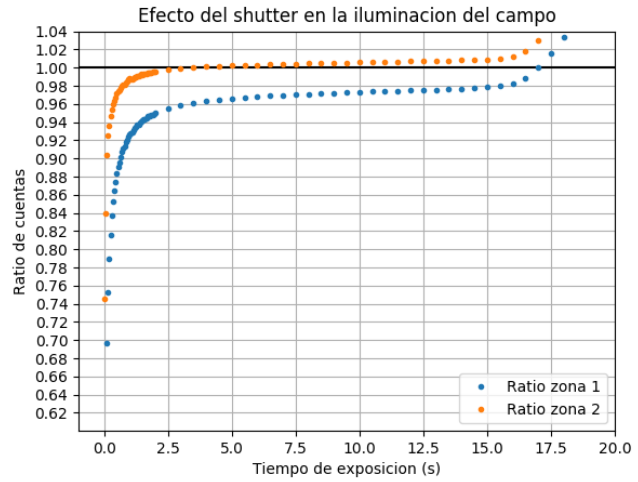
Figura 10: Aspecto del CCD con iluminación uniforme en una imagen de 51 milisegundos.

CAMELOT2 cuenta con un *shutter* de palas que se abren en espiral, fabricado por Uniblitz. Durante la apertura y cierre de éste, se observa que, durante los primeros milisegundos, hay una iluminación diferente en el borde del campo útil y en el centro. En la figura 10 se pueden ver las diferentes palas del *shutter*. Para las pruebas, se tomaron imágenes en el modo 2 (709 kHz) con iluminación uniforme sobre la cúpula del telescopio de tiempos de exposición creciente, desde 1 milisegundo hasta 2 segundos, con incrementos de 50 milisegundos y, después, desde 2 hasta 20 segundos, con incrementos de medio segundo. De cada tiempo se tomaron 3 imágenes que se restaron de *bias*, se dividieron por un *flat* normalizado y se promediaron.

Se obtuvo la media de cuentas dentro de cajas de 200×200 píxeles² en diferentes zonas de la parte no viñeteada del detector. En primer lugar, se hicieron pruebas buscando qué zonas eran las primeras en iluminarse y, por lo tanto, con más cuentas, para usarlas como referencia. Estas zonas, son las mostradas en la figura 11a, dando como resultado la figura 11b cuando se representa el ratio de la media de cuentas entre cada zona y la referencia, frente al tiempo de exposición.



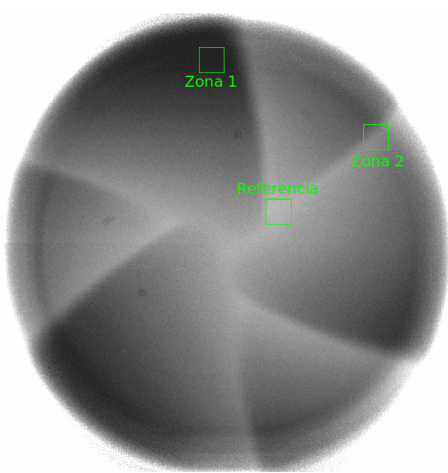
(a) Zonas del primer análisis.



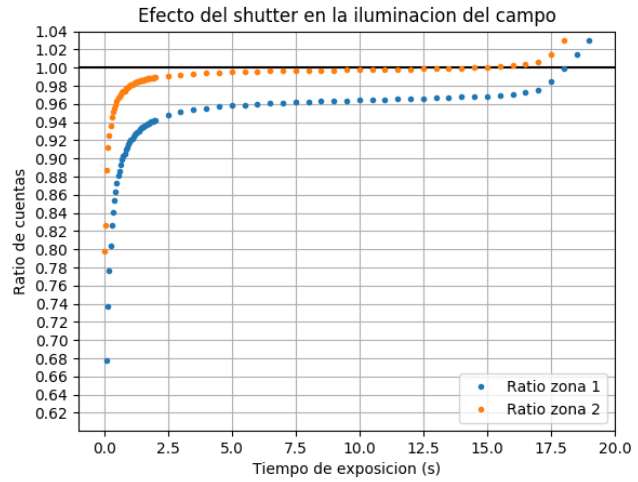
(b) Ratio de cuentas entre las dos zonas y el centro, frente al tiempo de exposición.

Figura 11: Primer análisis de las imágenes obtenidas para ver la iluminación diferencial causada por el *shutter*.

Como se puede ver, el ratio de la zona 2 frente al centro supera, aproximadamente a los 4 segundos, la unidad. Esto nos indica que el centro no es la parte del detector que primero recibe luz. Por otra parte, a los 15 segundos, se alcanza el valor de saturación para este modo, y se observa un comportamiento anómalo de las cuentas y, por lo tanto, de los ratios. En la figura 12a se muestra las nuevas zonas elegidas y, en la figura 12b, los nuevos ratios de cuentas. Ahora se puede ver que las zonas del detector que más luz reciben son las tres puntas que dibuja el *shutter* en torno al centro.



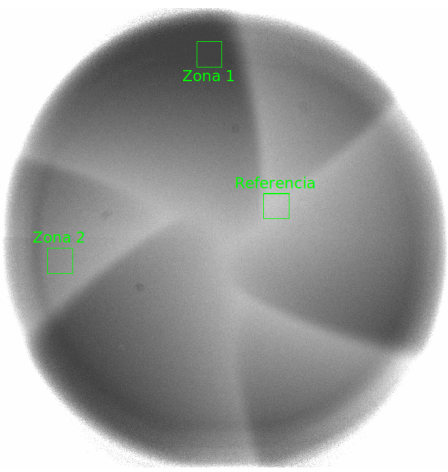
(a) Zonas del segundo análisis.



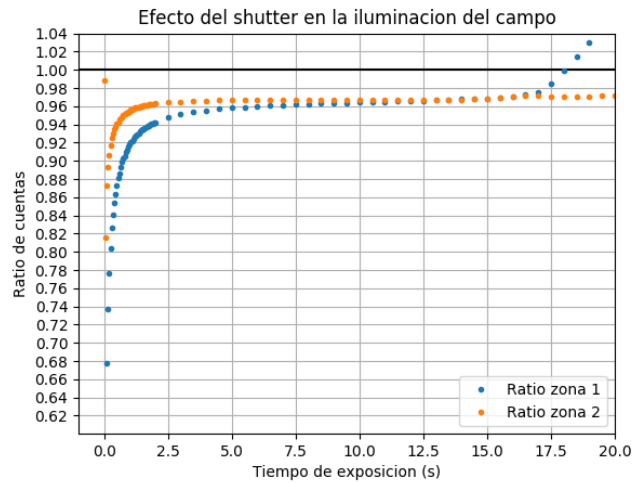
(b) Ratio de cuentas entre las dos zonas y el centro, frente al tiempo de exposición.

Figura 12: Segundo análisis de las imágenes obtenidas para ver la iluminación diferencial causada por el *shutter*.

Finalmente, y conociendo qué puntos se pueden tomar como referencia, se hizo un último análisis evaluando las zonas donde la iluminación diferencial era más acusada. En la figura 13a se muestran estas zonas y, en la figura 13b, los ratios de cuentas.



(a) Zonas del segundo análisis.



(b) Ratio de cuentas entre las dos zonas y el centro, frente al tiempo de exposición.

Figura 13: Análisis final de las imágenes obtenidas para ver la iluminación diferencial en las peores zonas.

Se ha de tener en cuenta que el efecto de la apertura diferencial del *shutter* tiene lugar tanto cuando empieza la exposición (apertura) como al final de la misma (cierre), y que el ratio de cuentas nunca alcanzará la unidad. De la figura 13b, se puede obtener a partir de qué tiempo la diferencia de iluminación en el caso peor (zona 1) es menor a un 5%. Para un tiempo de exposición a partir de 2.5 segundos, la iluminación diferencial en la zona 1 sería menor a un 5% y en la zona 2 de algo menos de un 4%. En adelante, en las dos zonas, el ratio de iluminación tiende asintóticamente a 0.97.

Se quiere hacer énfasis en varios aspectos asociados a los efectos del *shutter*. En primer lugar, el patrón que dibuja el *shutter* en las imágenes no es regular (figura 10). Es decir, para una misma distancia radial desde el centro a los bordes, la diferencia relativa de iluminación depende del ángulo polar. En segundo lugar, como se está representando el ratio de cuentas, el flujo de luz que llegue es indiferente, y se puede establecer un tiempo mínimo de exposición para reducir el efecto del *shutter* al mínimo. Esto es importante a la hora de tomar los *flats* de la noche, que deberán ser del mayor tiempo de exposición posible y con luz de cúpula suave. Finalmente, estas pruebas se realizaron con fuerte luz uniforme en la cúpula del telescopio para apreciar bien los efectos del *shutter*. Cuando se observan objetos astronómicos, no se tienen grandes flujos de luz y esta iluminación diferencial quedará camuflada por el ruido estadístico del cielo. En cualquier caso, visto desde el punto fotométrico y considerando el caso peor, se van a suponer de nuevo dos estrellas con 1000 cuentas en el detector, una en el centro y otra en la zona 1. Si exponemos un tiempo de 2.5 segundos, la diferencia en magnitudes asociada a una diferencia de un 5% será de 0.06 magnitudes.

Por último, se va a ver el tiempo que tarda el *shutter* en abrir y cerrarse, y comparar con el valor dado por el fabricante. Para ello, se tomaron nuevos datos con tiempos de exposición desde 1 milisegundo hasta 140, con incrementos de 10 milisegundos. Se tomaron 3 imágenes para cada tiempo, las cuales se restaron de *bias* y se promediaron. En este caso, en la figura 14, se representan las cuentas en las dos zonas frente al tiempo de exposición.

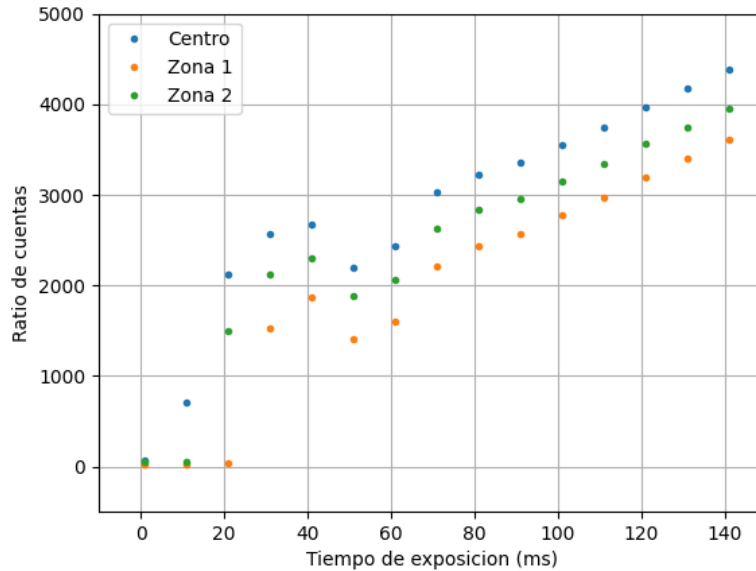


Figura 14: Cuentas en las dos zonas y el centro frente al tiempo de exposición.

Se puede ver que las cuentas en las tres zonas tienen un comportamiento extraño y discontinuo hasta que se alcanzan unos 70 milisegundos, a partir de donde el comportamiento del detector es lineal. Si comparamos este valor con el proporcionado por el fabricante ([3]), que es de 66 milisegundos, se ve que es bastante similar, y puede que tomando imágenes con mayor resolución temporal (incrementos de 2 milisegundos en vez de 10) se pudiera obtener un valor más preciso.

2.5. PSF

En esta sección se va a evaluar cómo es la *PSF* en las diferentes partes del CCD. Para ello, se van a usar imágenes del cúmulo globular M3, dado que permite disponer de numerosas estrellas distribuidas por todo el CCD. Se usarán las bandas *I* y *U* del estándar de *Johnson*. La elección de estos filtros es para ver si hay influencia de la longitud de onda en la forma de la *PSF*. En concreto, se usa una imagen en el filtro *I* de 300 segundos y otra en el filtro *U* con 1800 segundos. La diferencia de tiempos de exposición se debe a la mayor emisión en longitudes de onda largas frente a las cortas por ser estrellas viejas las que componen este tipo cúmulos.

Las imágenes se redujeron siguiendo el procedimiento habitual: resta de *bias*, división por *flat* y recorte a la zona no viñeteada. Se han escogido 15 estrellas, intentando formar una malla a lo largo de todo el campo. En la figura 15, se pueden ver las estrellas elegidas y una primera visualización de la deformación de la *PSF* por medio de los contornos en los extremos del campo. Todos los resultados que se muestran a continuación corresponden a

las imágenes del filtro I de *Johnson*. En el anexo 4 se muestran las figuras correspondientes al filtro U .

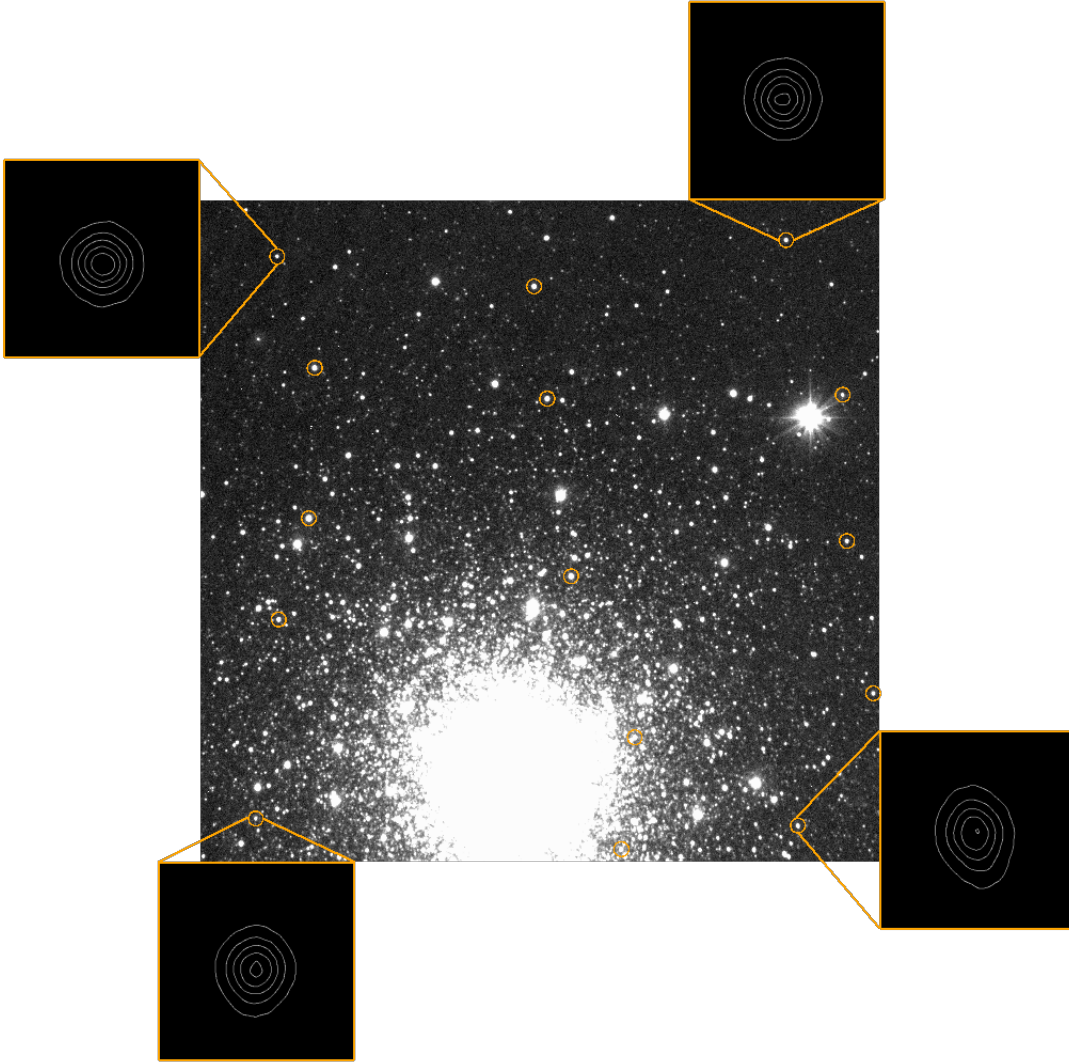


Figura 15: Estrellas y sus contornos a lo largo del campo con el filtro I de *Johnson*.

La malla está formada por 5 filas y 3 columnas de estrellas de las que se ha tomado la PSF en ambos ejes para después calcular la elipticidad. A continuación, se ha representado ésta elipticidad frente a ambos ejes para ver la evolución de la forma de la PSF a través del CCD, lo que se muestra en las figuras 34a y 34b.

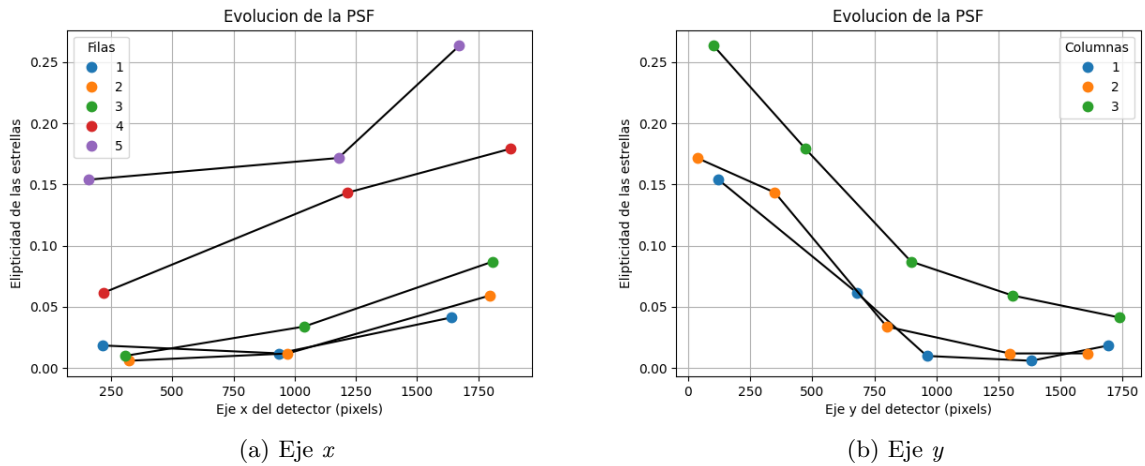


Figura 16: Elipticidad de las estrellas frente al eje x y el eje y del detector.

Si entendemos la elipticidad como cuánto de deformadas están las estrellas, en la figura 34a, se puede ver que en la elipticidad en las tres primeras filas se mantiene baja (menor de un 5%) casi a lo largo de todo este eje. En cambio, en las dos últimas, incluso desde el origen, se tienen valores mayores a un 5%, siendo mayores en el extremo opuesto del eje. Por otro lado, en la figura 34b, se ve que, para las tres columnas en el extremo opuesto al origen, la elipticidad es baja creciendo hacia el origen.

Finalmente, se ha representado, en la figura 17, lo anterior pero en tres dimensiones pues de esta manera se ve de forma clara cómo crece la distorsión de la PSF hacia una de las esquinas del detector. En ésta, la elipticidad medida alcanza un valor de 0.25 (25% de diferencia entre la anchura de los ejes).

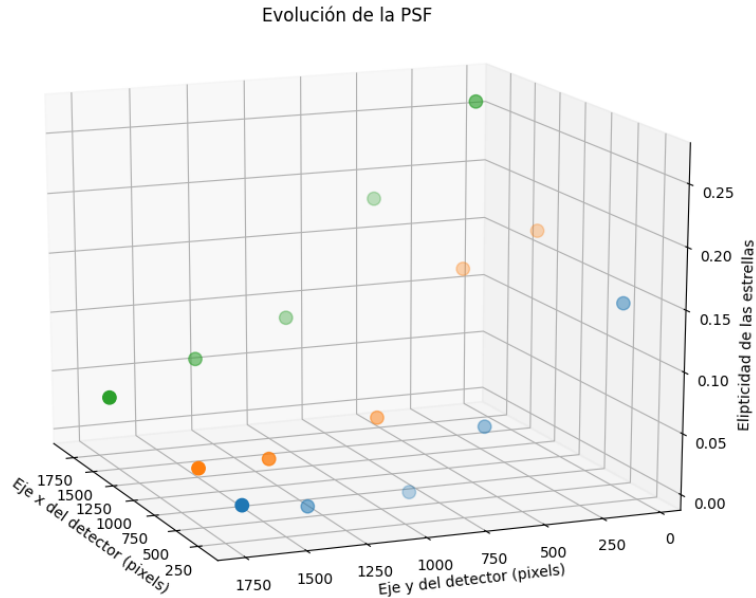


Figura 17: Elipticidad de las estrellas frente a los dos ejes del detector.

Hasta el momento, se desconoce exactamente la procedencia de esta distorsión. Se ha verificado que el detector está colocado perpendicularmente al plano focal del telescopio dentro de tolerancias aceptables. Esto supone que la distorsión parece venir de una falta de alineamiento entre los espejos del telescopio, que será verificada y corregida en el futuro.

2.6. ETC

Cómo fin de esta parte, y con toda la información recopilada, se ha hecho una actualización de la calculadora de tiempo de exposición (*ETC*, por sus siglas en inglés). El *ETC* es una herramienta extremadamente útil para los astrónomos que quieran observar usando CAMELOT2 en el IAC80. A pesar de que ya existía un *ETC*, cuyo desarrollo llevó muchísimo trabajo, éste estaba preparado para CAMELOT, por lo que la actualización del mismo resultaba imprescindible. Se han cambiado los valores de modos, ganancias, ruidos de lectura, eficiencia cuántica y escala de píxel de la antigua cámara por los de CAMELOT2. La calculadora se puede encontrar en la dirección <http://research.iac.es/00CC/iac-managed-telescopes/iac80/camelot/camelot-snr-calculator/>. Está programada en el lenguaje *PHP* e implementada en la web mediante *HTML*.

CAMELOT2 ETC

Instrument

Filter: I (Johnson/Bessell) Speed: Mode 0, 344 kHz, Attn0

Exposure Time Mode S/N Mode Exp. time (s): 300

Object

Type: Point Extended Apparent Magnitude: 15.5

Sky

Sky Brightness: Bright Airmass: 1 FWHM: 1.72 Extinction: 0

Graphical output

S/N vs. Exptime S/N vs. Magnitude Peak vs. Exptime

Figura 18: Captura de la *ETC* de CAMELOT2.

La calculadora tiene dos modos de funcionamiento, uno es calculando el tiempo de exposición necesario para llegar a una relación señal ruido dada, y otro calculando la señal ruido para un tiempo de exposición dado. Las variables de entrada son la velocidad de lectura, el filtro, tiempo de exposición, magnitud del objeto y si es puntual o extenso, brillo del cielo, masa de aire, *seeing* y coeficiente de extinción. Los resultados, entre algunos parámetros de entrada, muestran la ganancia y el *RON* en el modo elegido, los electrones por segundo del objeto y del cielo, la señal ruido y el pico en cuentas.

Llegar a que los valores obtenidos en una imagen real sean los predichos por la calculadora es extremadamente complejo, teniendo en cuenta que, de por medio, hay multitud de variables como la transmisión de cada filtro, la reflectividad de los espejos, la eficiencia cuántica del detector o el brillo exacto del cielo debido a la presencia o no de la Luna.

Results

Instrument	Camelot2	Readout Speed	344_1 kHz
Filter	I(872.2nm)	Bandwidth	298 A
Sky Magnitude	19.2	Extinction	0
Star Magnitude	15.588	FWHM	1,72
Readout Noise	7.57	Gain	4.1027
Star Counts	1178.04 e/sec	SkyCounts	4.7757 e/sec
Signal to Noise	562.41	Peak	34999.07

Figura 19: Resultados mostrados por la *ETC* de CAMELOT2.

En primer lugar se revisó todo el código en el que está implementada el *ETC*, poniendo atención a cómo se calculaban los diferentes valores. Esto supuso una buena fuente de aprendizaje, pues se desconocía por completo este lenguaje de programación, y se afianzaron otros conocimientos como los cálculos de la relación señal a ruido. Cuando se comprobó que todos los cálculos eran correctos, se prosiguió con la comparación con las imágenes reales de CAMELOT2.

Se eligieron 10 estrellas en el campo del cúmulo M3, de las cuales se tenían las magnitudes calibradas. Con la función en *IRAF imexam* se midieron en una imagen del filtro *I* de *Johnson*, de 300 segundos, el flujo de la estrella, del cielo y el pico en estas 10 estrellas. Después, metiendo en la calculadora los parámetros de la imagen, el *seeing* (*FWHM* en la calculadora) de la noche y la magnitud de la estrella, se compararon los resultados obtenidos.

Para el flujo del objeto, se encuentra que la calculadora da, de media, un 15 % más de cuentas que las obtenidas de las mediciones en las imágenes reales. Para el flujo del cielo, la calculadora da un flujo un 70 % menor que el flujo obtenido en las imágenes. En consecuencia, como el pico está calculado basándose en el flujo total del objeto, este también difiere en un 15 % con el obtenido en las imágenes reales. Por otro lado, en el filtro *B* de *Johnson*, el flujo de del objeto es un 47 % mayor en la calculadora y el flujo del cielo es un 77 % menor en la calculadora.

Algo que merece la pena mencionar es que, para el cálculo de los flujos, se ha tenido en cuenta la ganancia de cada modo. En el caso del flujo del cielo, el flujo obtenido por la calculadora sin tener en cuenta la ganancia, es menor de un 5 % respecto al obtenido en las imágenes. En cambio, sin aplicar la ganancia al flujo del objeto, la calculadora da un 88 % más flujo. En cualquier caso, son necesarias más medidas y comprobaciones para que la calculadora funcione concretamente. Estas comprobaciones se harán en el futuro.

Parte II

Caso práctico: NGC1035 & DF4

1. Introducción

Después de conocer en profundidad la mayoría de características del detector, y dado el campo abarcado por el IAC80, el investigador del IAC Ignacio Trujillo y su grupo, junto con Matteo Monelli, postdoc encargado de la instrumentación del IAC80 y TCS, propusieron observar la galaxia NGC1035 y su compañera DF4 (NGC1052-DF4). El objetivo es demostrar si estas dos galaxias están o no en interacción y, por lo tanto, a la misma distancia. Esta distancia es determinante a la hora de establecer si la masa de DF4 incluye o no materia oscura. Si estuviese a mayor distancia, por detrás de NGC1035, la masa en estrellas necesaria para producir el brillo observado no dejaría lugar a la materia oscura. En cambio, si se encontrase a la misma distancia, la masa en estrellas necesaria debería ser menor y esta galaxia sería una más con su correspondiente cantidad de materia oscura. Este caso científico se ajustaba a la perfección como prueba final acerca del rendimiento, teniendo en cuenta todas las pruebas realizadas en la sección anterior, de CAMELOT2.



Figura 20: Imagen en color de NGC 1035 y DF4. Imagen de *SDSS*.

2. Estrategia de observación

Para ver si ambas galaxias están en interacción, se debería llegar a una magnitud superficial de brillo del cielo de al menos 29 mags/arcsec^2 . Con este brillo de cielo, un rastro de estrellas entre las dos galaxias debería ser visible. Este objetivo implicaría la dedicación de múltiples noches oscuras de observación entre octubre de 2019 y febrero de 2020, periodo en el que el objeto es visible durante más tiempo y sobre el horizonte. Además, no vale con hacer observaciones simples en las que las galaxias queden siempre en el mismo lugar del detector. Con la intención de eliminar cualquier contribución o defecto del sistema detector-telescopio, lo que se hace es observar con un patrón de *dithering*. Esto es, ir desplazando en cada exposición el objeto de interés por las diferentes partes del detector para que no caiga siempre en los mismos píxeles.

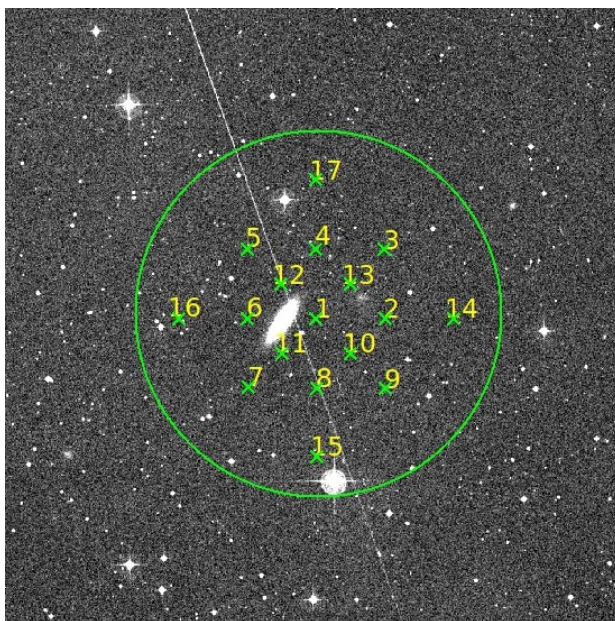


Figura 21: Patrón de *dithering* para la observación de NGC1035 y DF4. Imagen de *SDSS*.

Antes de comenzar con las observaciones, y teniendo en mente el objetivo a conseguir, se pensó en qué modo de observación sería el más apropiado. Se eligió el modo 3 (con velocidad de lectura de 100 kHz) ya que, a pesar de tener el mayor tiempo de lectura (2), es el que menor ruido de lectura genera (9). Este modo también es el más apropiado por el gran rango dinámico del que dispone (4). La realización de las macros de observación, así como la gestión de las imágenes y la comunicación con el grupo del investigador Ignacio Trujillo, fueron llevadas a cabo por el autor. En estas macros se escribieron los diferentes apuntados que se planificaron para cada noche de observación y que se muestran en la figura 21. En la práctica, sólo se emplearon los 9 primeros apuntados de los 17, pues en los más exteriores al campo la galaxia quedaba demasiado cerca de los bordes útiles. En las noches en las que se tomaban las 9 imágenes y el objeto aún estaba sobre el límite de altura del telescopio, se repetía la macro de observación. Se tomaron imágenes en los filtros *r*, *g* e *i* del estándar de

Sloan con tiempos de exposición de 20 minutos en cada imagen.

3. *Pipeline*

El tratamiento de las imágenes se hizo siguiendo el procedimiento de reducción del grupo de Ignacio Trujillo. En concreto, Raúl Infante se encargó de este proceso haciendo uso de la estructura de reproducibilidad *Maneage* [4]. Esta estructura pretende conseguir la reproducibilidad de los resultados poniendo a disposición de todo aquel que quiera, tanto el software usado como el procedimiento. La manipulación de las imágenes se hace con *GNUastro* [5]. La *pipeline* aún no es pública, pues todavía no está acabada, pero, en el futuro, será de libre acceso. A continuación se explican brevemente los pasos de la reducción.

En primer lugar, todas las imágenes, incluidas *bias* y *flats*, se recortan a la zona sin viñetear del detector, esto es, un cuadrado de 2000x2000 píxeles. Después, se combinan los *bias* y se restan del resto de imágenes. Seguidamente, para la elaboración de un *flat* preliminar, se normalizan las imágenes de la galaxia aplicando *sigma-clipping* para eliminar la contribución de todo aquello que no esté en todas las imágenes. Es decir, se elimina la contribución de las fuentes y el cielo para sacar a la luz todos los defectos que pueda haber en el tren óptico del telescopio y que podrían no ser evidentes a simple vista. Una vez se tienen estas imágenes normalizadas, se combinan y se corrigen las imágenes del objeto de interés dividiendo por la imagen resultante. Ésta es la primera iteración para la elaboración del *flat* final.

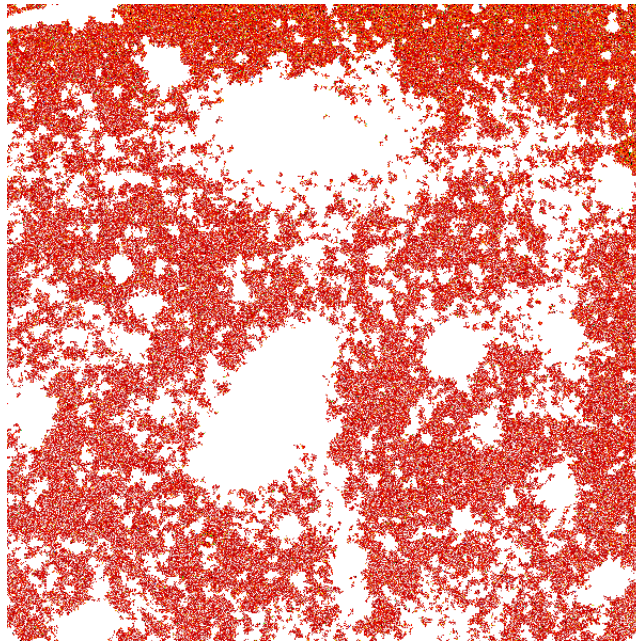
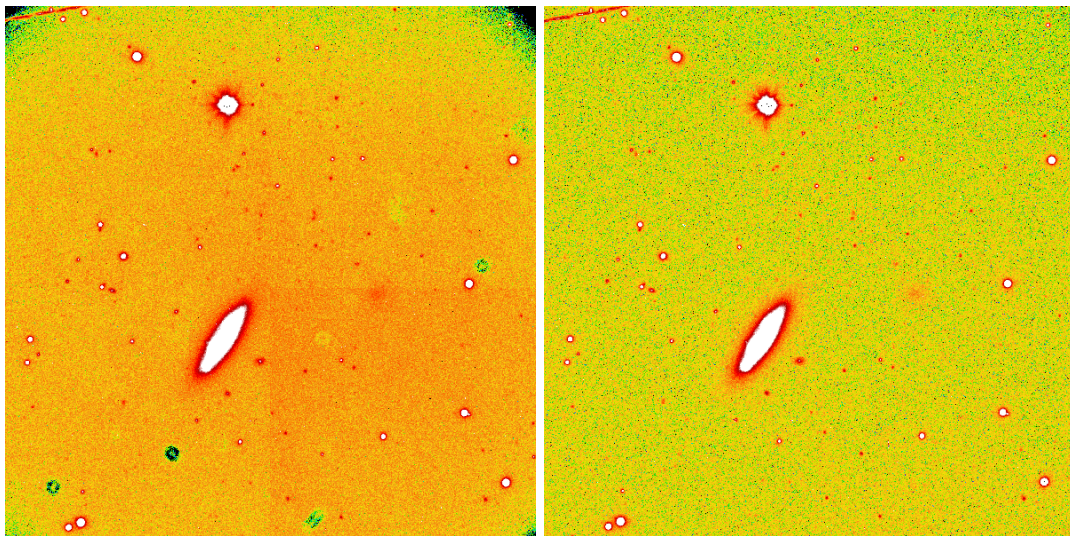


Figura 22: Aspecto de una de las imágenes después de aplicar el programa *Noisechisel*.

La segunda iteración consiste en aplicar *noisechisel* de *GNUAstro* ([6]). Este algoritmo se encarga de encontrar las fuentes presentes en las imágenes y crear una máscara en la que los píxeles donde hay fuentes se ponen con el valor 1 y donde no hay fuentes (píxeles del cielo) se ponen con el valor 0. Estas máscaras se aplican a las imágenes de ciencia corregidas de *bias*, dejando las fuentes con un valor no determinado y el resto intactas (figura 22). Con las imágenes resultantes, se vuelve a hacer el mismo proceso que en la primera iteración: se normalizan las imágenes, se combinan dando lugar al *flat* de la segunda iteración y, con él, se corrigen las imágenes de nuestro objeto que se corrigieron de *bias* al comienzo del proceso. Con esto, se tiene un primer resultado de las imágenes para empezar a analizarlas. En la figura 23 se puede ver la diferencia entre una imagen corregida sólo de *bias* y otra corregida, además, con el *flat* de la segunda iteración.



(a) Corregida de *bias*.

(b) Corregida del *flat* de la segunda iteración.

Figura 23: Diferencia entre las imágenes en diferentes pasos del proceso de reducción.

Con estas imágenes ya cerca de su resultado final, se astrometrizan. El paso siguiente es hacer un ajuste al fondo del cielo para corregir gradientes. De nuevo, se usa *noisechisel*, para descartar las fuentes y ajustar con un polinomio de grado uno el fondo. Finalmente, este fondo se sustrae de las imágenes corregidas del *flat* de la segunda iteración.

Ahora, recordando que las imágenes se hicieron siguiendo un patrón de *dithering*, se crea una imagen final con el tamaño total que tendrá la imagen debido a los diferentes apuntados. El paso siguiente es apilar todas las imágenes para cada filtro. Se vuelve a hacer una corrección del fondo del cielo usando el método anteriormente mencionado y, finalmente, se hace un calibrado fotométrico. Este calibrado fotométrico consiste en hacer fotometría con aperturas de diferentes tamaños hasta encontrar que la diferencia de la media del cero fotométrico es mínimo. El catálogo de referencia es el de *Sloan (SDSS)*. Y con esto se tiene la versión final de las imágenes. Finalmente, las 3 imágenes se combinaron. En la figura 24

se muestra esta versión final en la que se ha hecho un *binning* de 8x8 píxeles.

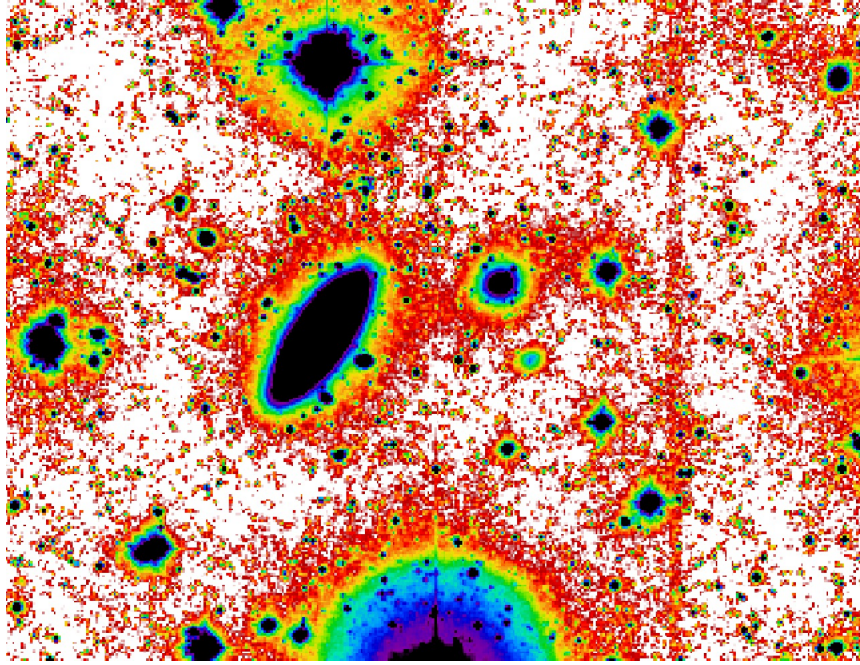


Figura 24: Imagen final en el filtro *SDSSr*.

4. Resultados

Tras los 4 meses en los que se pudo observar este par de galaxias, se consiguieron 38 horas de observación en *r* (114 imágenes en 11 noches), 28 horas en *g* (85 imágenes en 7 noches) y 19 horas en *i* (57 imágenes en 9 noches). En total, unas 85 horas. Las imágenes en cada filtro se combinaron siguiendo el procedimiento explicado antes. Por otro lado, no es la intención de este trabajo determinar si estas galaxias están o no en interacción, sino mostrar que, con la adecuada estrategia de observación, un telescopio pequeño como el IAC80 tiene mucho que aportar a una investigación de gran relevancia.

Lo que sí es de interés para este trabajo, es la estimación de la magnitud límite a la que se llegó en cada imagen de los 3 filtros, demostrando el potencial de un telescopio pequeño con la adecuada estrategia de observación. Se siguió el procedimiento mencionado en el apéndice A de [7], usando el software *GNUAstro* y *Noisechisel*. Se comenzó usando de nuevo este último para la detección de las fuentes en las imágenes. Después, en estas mismas, se enmascaran los píxeles de dichas fuentes con valores no determinados dejando sólo los píxeles del cielo. Estos píxeles deben mostrar una distribución normal (figura 25) ya que, el ruido del cielo, sigue una distribución de *poisson*. Lo que nos interesa es la desviación estándar de los píxeles del cielo y, para ello, se usa *sigma-clipping* en una zona centrada entre las dos galaxias de 800x800píxeles², que es la zona con más tiempo de exposición.

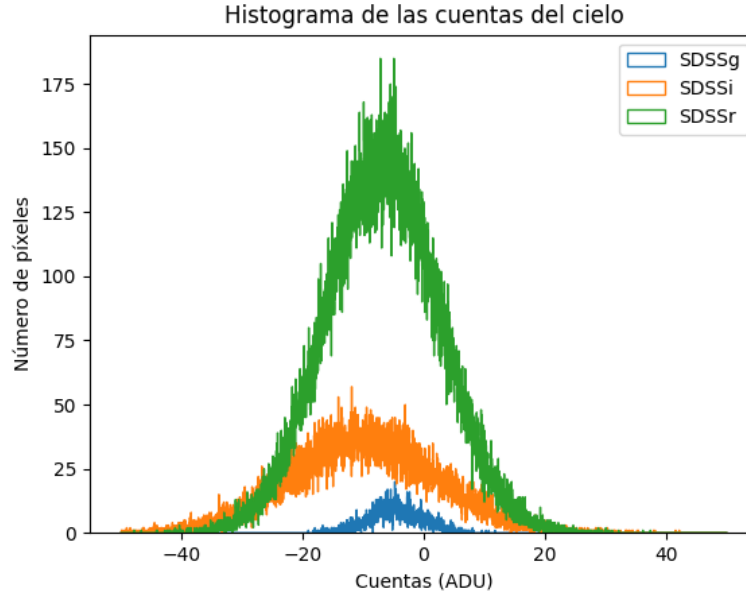


Figura 25: Histograma de los píxeles del cielo de las tres imágenes finales.

Se aplica la ecuación 3. Ésta da el umbral de detección a 3σ para una fuente con tamaño angular de 10 veces la escala del píxel. σ es la desviación estándar obtenida usando *sigma-clipping*, pix es la escala del píxel en segundos de arco por píxel, Ω es la escala de la caja donde se hacen las detecciones y ZP el punto cero resultante de la fotometría que tras la reducción de las imágenes queda en la cabecera.

$$\mu_{lim} = -2.5 \cdot \log \left(\frac{3\sigma}{pix \cdot \Omega} \right) + ZP \quad (3)$$

Las magnitudes límite que se obtienen, para los tres diferentes filtros, son las siguientes:

- Imagen *SDSS r* = 29.15 mag/arcsec²
- Imagen *SDSS g* = 29.82 mag/arcsec²
- Imagen *SDSS i* = 28.70 mag/arcsec²

Queda demostrado que el telescopio IAC80 tiene la capacidad de obtener imágenes muy profundas aplicando la estrategia de observación adecuada.

Parte III

Conclusiones

El presente trabajo se ha realizado con la intención de servir como guía de observación tanto a astrónomos como a los propios operadores de este telescopio a raíz de la instalación de la nueva cámara CAMELOT2. Con las pruebas y tests que se han realizado, ahora se tiene un mayor conocimiento acerca de algunas características de la cámara. También se ha comprobado que no hay una degradación en la electrónica, corroborando que las especificaciones siguen siendo similares a las proporcionadas por el fabricante.

Teniendo en mente las futuras mejoras que se implementaran en este telescopio, en el futuro, sería interesante comparar algunos resultados de este trabajo con nuevas pruebas cuando, por ejemplo, se haga una nueva alineación de los espejos del telescopio, o se coloque una nueva rueda de filtros que permita a CAMELOT2 usar toda la superficie de su detector.

Finalmente, con el caso práctico de NGC1035 y DF4, queda patente la importante contribución que puede aportar un telescopio pequeño como el IAC80, si se diseña una buena estrategia de observación y si se hace una reducción específica y exhaustiva de los datos. Los telescopios pequeños son interesantes no sólo por el gran campo que pueden aportar, sino también por la gran disponibilidad de noches de observación y bajo coste frente a telescopios más grandes. Puede que el resultado de ésta y otras investigaciones incentive el uso de estos telescopios como apoyo para otras observaciones.

Referencias

- [1] S. B. Howell, ed., *Astronomical CCD observing and reduction techniques*, vol. 23. 1992.
- [2] K. Rodenburg, *Camera test report, 1100S CCD Camera, Spectral Instruments*.
- [3] *Uniblitz CS90 shutter datasheet*. <https://www.uniblitz.com/wp-content/uploads/2017/01/uniblitz-cs90-datasheet.pdf>.
- [4] M. Akhlaghi, R. Infante-Sainz, B. F. Roukema, D. Valls-Gabaud, and R. Baena-Galle, “Towards Long-term and Archivable Reproducibility,” *arXiv e-prints*, p. arXiv:2006.03018, June 2020.
- [5] *GNU Astronomy Utilities*. <https://www.gnu.org/software/gnuastro/manual/gnuastro.pdf>.
- [6] M. Akhlaghi and T. Ichikawa, “Noise-based Detection and Segmentation of Nebulous Objects,” , vol. 220, p. 1, Sept. 2015.
- [7] J. Roman, I. Trujillo, and M. Montes, “Galactic cirri in deep optical imaging,” *arXiv e-prints*, p. arXiv:1907.00978, July 2019.

Parte IV

Anexo

1. Modos de lectura

- Modo 0 - 344 kHz,4CH,Attn2,CCD Attn0
- Modo 1 - 344 kHz,4CH,Attn2,CCD Attn1
- Modo 2 - 709 kHz,4CH,Attn2,CCD Attn0
- Modo 3 - 100 kHz,4CH,Attn0,CCD Attn1
- Modo 4 - 855 kHz,4CH,Attn0,CCD Attn0
- Modo 5 - 344 kHz,2CH,Attn2,CCD Attn0
- Modo 6 - 344 kHz,2CH,Attn2,CCD Attn1
- Modo 7 - 709 kHz,2CH,Attn0,CCD Attn0
- Modo 8 - 100 kHz,2CH,Attn0,CCD Attn1
- Modo 9 - 855 kHz,2CH,Attn0,CCD Attn0
- Modo 10 - 344 kHz,1CH,Attn2,CCD Attn0
- Modo 11 - 344 kHz,1CH,Attn2,CCD Attn1
- Modo 12 - 709 kHz,1CH,Attn0,CCD Attn0
- Modo 13 - 100 kHz,1CH,Attn0,CCD Attn1
- Modo 14 - 855 kHz,1CH,Attn0,CCD Attn0

Modo	Ganancia (e^-/ADU)	RON (ADU)	Tiempo de lectura (s)
0 (344 kHz, CH4, Attn0)	4.11	6.76	13.5
1 (344 kHz, CH4, Attn1)	7.76	10.99	13.5
2 (709 kHz, CH4, Attn0)	9.41	13.99	7.2
3 (100 kHz, CH4, Attn1)	0.78	6.27	43.6
4 (855 kHz, CH4, Attn0)	19.94	25.35	6.6
5 (344kHz, CH2, Attn0)			27
6 344kHz, CH2, Attn1)			27
7 (709kHz, CH2, Attn0)			14.4
8 (100kHz, CH2, Attn1)			87.2
9 (855kHz, CH2, Attn0)			13.2
10 (344kHz, CH1, Attn0)			54
11 (344kHz, CH1, Attn1)			54
12 (709kHz, CH1, Attn0)			28.8
13 (100kHz, CH1, Attn1)			174.4
14 (855kHz, CH1, Attn0)			26.4

Tabla 9: Datos de todos los modos disponibles.

2. Linealidad

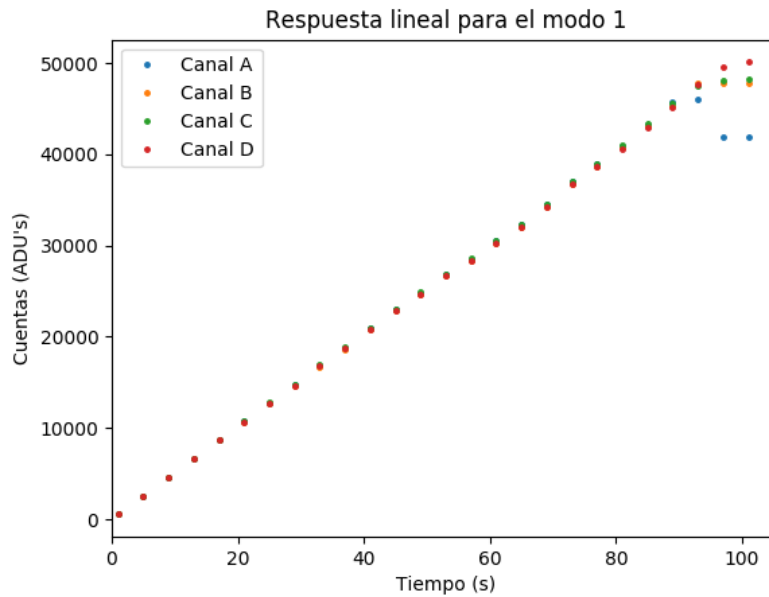


Figura 26: Curvas de linealidad para los cuatro canales del detector para el modo 1.

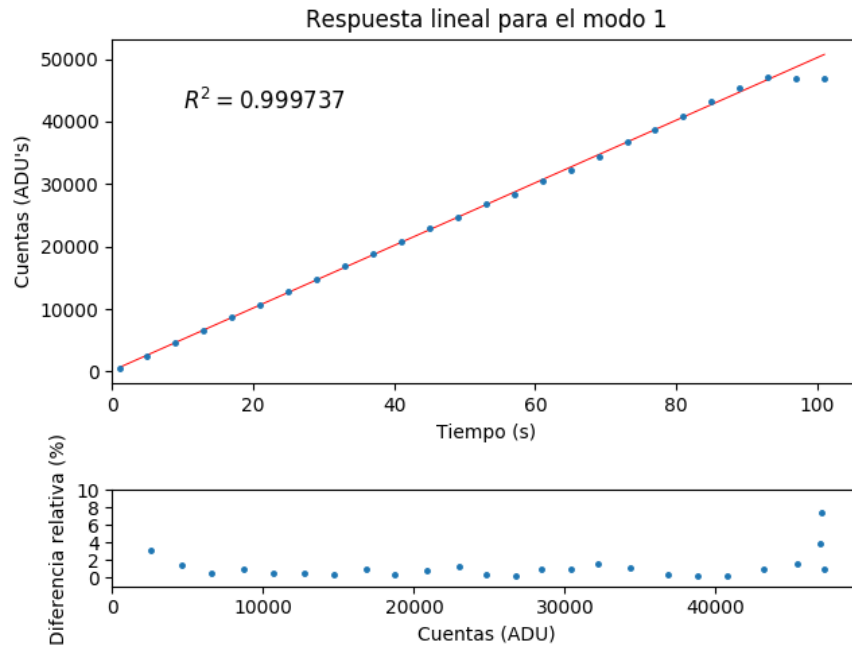


Figura 27: Curva de linealidad para la media de los cuatro canales del detector para el modo 1.

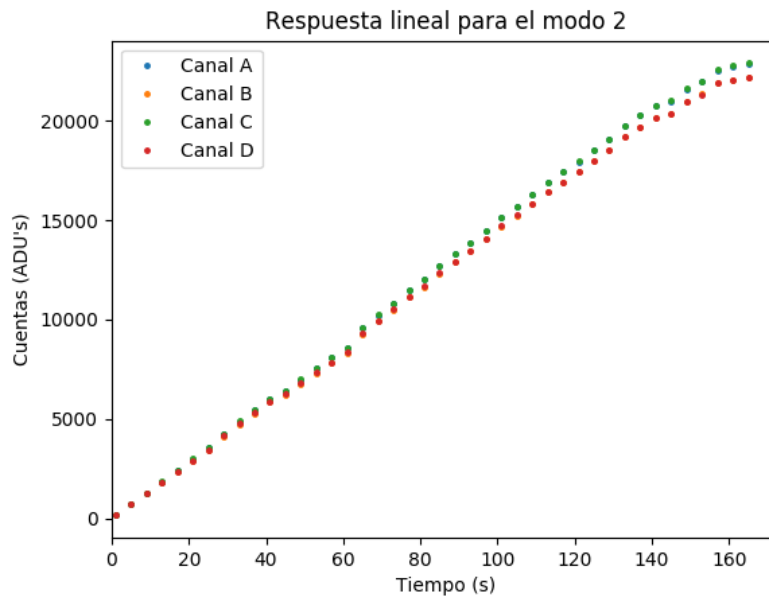


Figura 28: Curvas de linealidad para los cuatro canales del detector para el modo 2.

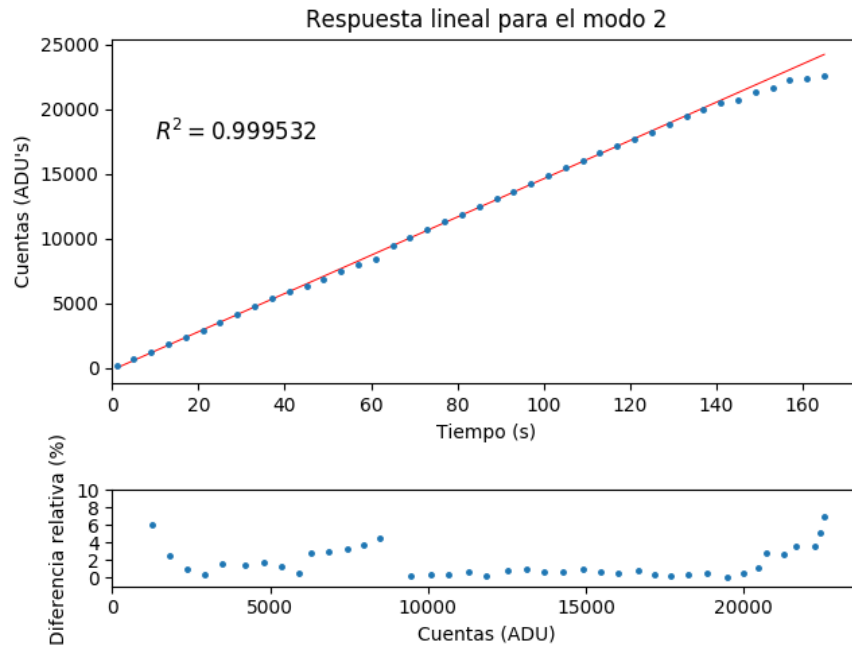


Figura 29: Curva de linealidad para la media de los cuatro canales del detector para el modo 2.

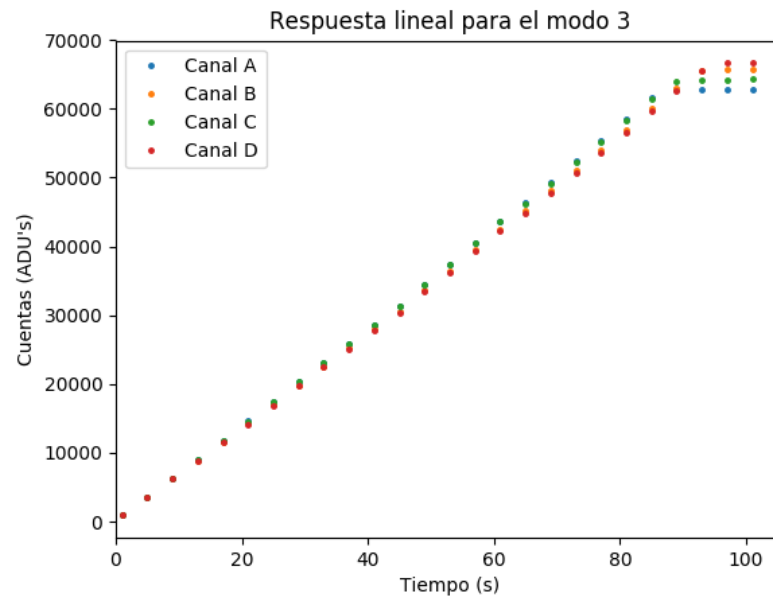


Figura 30: Curvas de linealidad para los cuatro canales del detector para el modo 3.

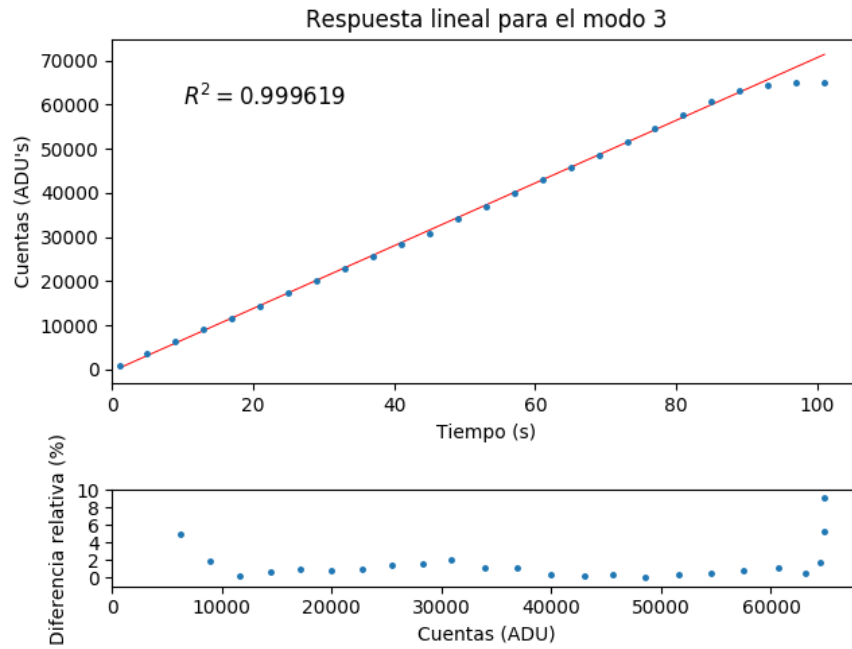


Figura 31: Curva de linealidad para la media de los cuatro canales del detector para el modo 3.

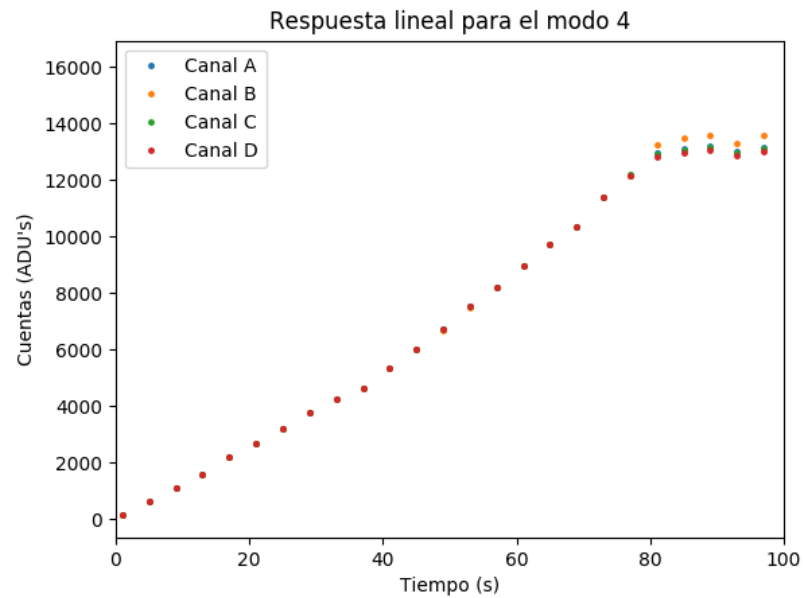


Figura 32: Curvas de linealidad para los cuatro canales del detector para el modo 4.

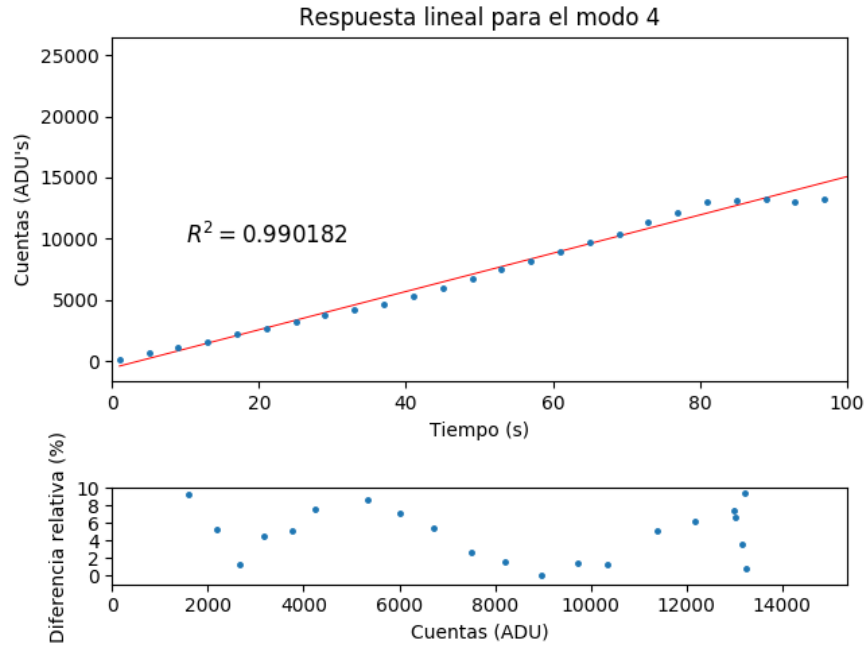


Figura 33: Curva de linealidad para la media de los cuatro canales del detector para el modo 4.

3. Ganancia y *RON*

Canal	Ganancia	RON
A	7.73 (7.28)	11.96 (9.15)
B	7.74 (7.37)	10.89 (9.44)
C	7.77 (7.19)	10.56 (9.43)
D	7.79 (7.22)	10.57 (9.20)

Tabla 10: Resultados de ganancia y *RON* para cada canal para el modo 1 (344 kHz).

Canal	Ganancia	RON
A	9.39 (8.35)	15.25 (11.11)
B	9.39 (8.28)	13.92 (11.08)
C	9.41 (8.33)	13.47 (11.36)
D	9.41 (8.31)	13.34 (11.04)

Tabla 11: Resultados de ganancia y *RON* para cada canal para el modo 2 (709 kHz).

Canal	Ganancia	RON
A	0.77 (0.79)	6.97 (2.51)
B	0.77 (0.80)	6.86 (2.58)
C	0.78 (0.78)	6.94 (2.40)
D	0.79 (0.79)	6.27 (2.46)

Tabla 12: Resultados de ganancia y *RON* para cada canal para el modo 3 (100 kHz).

Canal	Ganancia	RON
A	19.92 (17.33)	25.71 (21.10)
B	19.96 (17.23)	25.34 (21.30)
C	19.95 (17.25)	25.19 (22.25)
D	19.94 (17.34)	25.14 (21.59)

Tabla 13: Resultados de ganancia y *RON* para cada canal para el modo 4 (855 kHz).

4. *PSF*

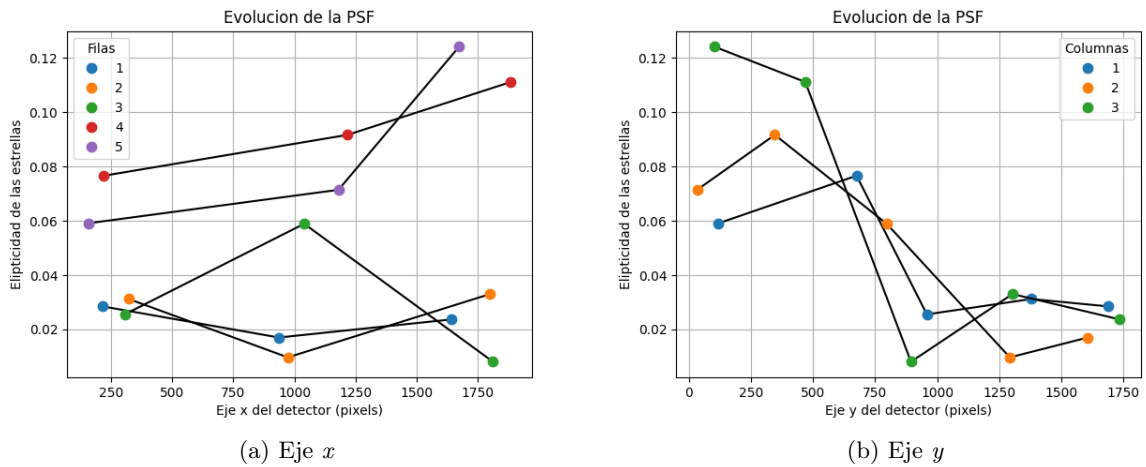


Figura 34: Elipticidad de las estrellas frente al eje *x* y el eje *y* del detector.

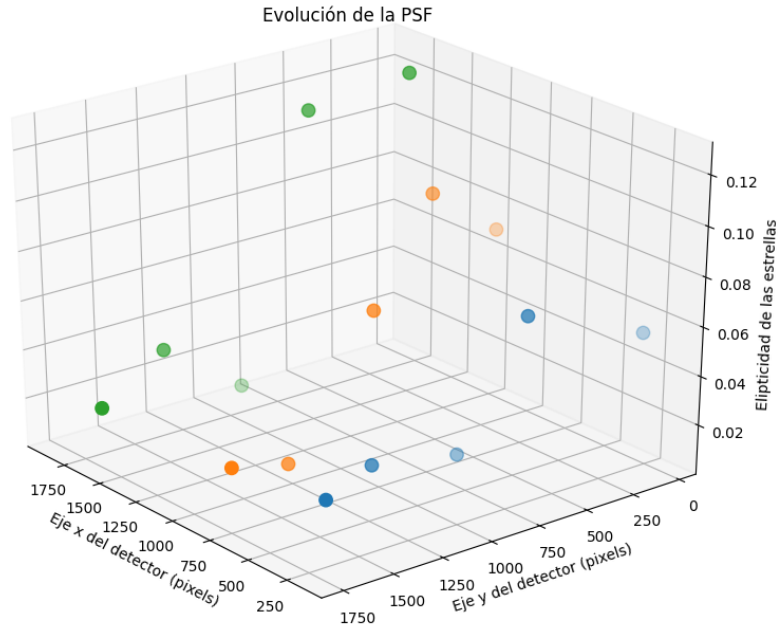


Figura 35: Elipticidad de las estrellas frente a los dos ejes del detector.

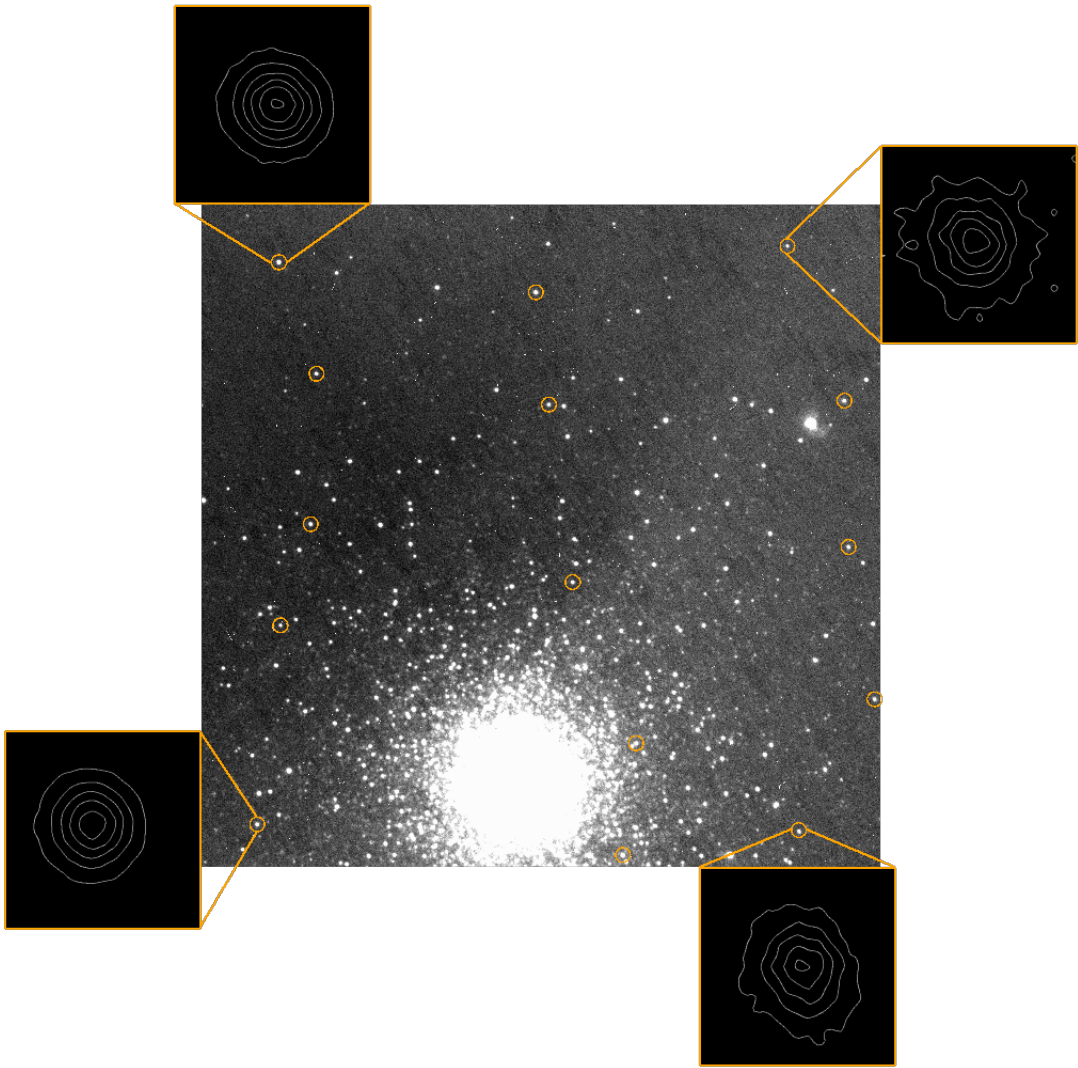


Figura 36: Estrellas y sus contornos a lo largo del campo con el filtro U de *Johnson*.