

Práctica de la Especialidad

# OBSERVACIONES POSIBLES CON EL REFLECTOR DE 80 CM DE LA PLATA

EDUARDO FERNÁNDEZ LAJÚS

DIRECTORA: DRA. VIRPI S. NIEMELA

*Marzo del 2000*



FACULTAD DE CIENCIAS ASTRONÓMICAS Y GEOFÍSICAS

UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

*A mis padres*

# Indice

	Pág.
Introducción .....	1
 <b>Capítulo 1</b> <b>El Telescopio Reflector Zeiss-Gautier</b>  	
Su historia .....	5
El edificio .....	8
La cúpula .....	8
Descripción del telescopio actual	
Aspecto Mecánico	
Montura .....	9
Base .....	10
Eje Polar .....	10
Tubo del telescopio .....	10
Círculo de declinación .....	11
Freno y movimiento fino en declinación .....	11
Círculo de ángulo horario .....	11
Corona y tornillo sin fin .....	12
Sistema de relojería y arrastre	
Movimiento en ángulo horario .....	12
Un vaivén en el arrastre .....	13
Manopla de control remoto .....	18
La óptica	
Espejos .....	19
Alineación de la óptica .....	19
Baffle .....	19
Sistema de enfoque .....	20
Tubo adaptador de la cámara y ocular de campo .....	20
Regleta de filtros .....	21
Anteojos buscadores .....	21
Parámetros Ópticos .....	22

Diagrama Óptico .....	23
-----------------------	----

## Capítulo 2

### **Fotometría Diferencial con CCD**

Conceptos básicos de una cámara CCD .....	26
Exposición a la luz y rango dinámico del CCD .....	27
Lectura del CCD .....	28
Unidades analógico digitales (ADUs) .....	28
Eficiencia en la transferencia de carga y ruido de lectura .....	29
Ganancia .....	29
Corriente de oscuridad .....	30
La cámara CCD <i>STAR I</i> .....	31
Descripción de los componentes de la cámara .....	32
Equipo adicional disponible .....	33
Especificaciones Generales del CCD "STAR I" .....	34
Calibración de imágenes CCD .....	34
Corrección por bias .....	35
Corrección por corriente de oscuridad .....	37
Corrección por campo plano .....	37
Imagen estelar observada .....	41
Medición del flujo de una fuente .....	43
Fotometría de apertura .....	44
La determinación del cielo .....	44
Reducción por tiempo de exposición .....	45
Reducción por ganancia del sistema .....	46
Magnitud Instrumental .....	46
Curva de crecimiento CCD .....	47
Fotometría absoluta .....	51
Sistemas fotométricos standard .....	52
Filtros .....	53

Extinción atmosférica .....	54
Fotometría Diferencial .....	56

### Capítulo 3

## **Software utilizado en observaciones con el telescopio Reflector + CCD**

Software para el procesamiento de imágenes	
STAR I Image Processing Software (Photometrics) .....	59
PMIS Image Processing Software Versión 2.0.1 .....	59
Interpretador de Comandos y Archivos Macro .....	60
Directorio C:\PMIS\E .....	61
Directorio C:\PMIS\E\SUB .....	63
Directorio C:\PMIS\E\AUXILIAR .....	67
Directorio C:\PMIS\E\PAR .....	67
Directorio de trabajo .....	68
Macro PHOT .....	70
Diagrama de flujo del macro PHOT.CMD .....	70

### Capítulo 4

## **Observaciones realizadas con el Telescopio Reflector + CCD**

Objetos observados .....	74
HD 5980 .....	75
SX Phoenicis .....	78
IC 418 .....	81
TU Muscae .....	85
La curva de luz de TU Muscae .....	89
Standards de las regiones E .....	93

Conclusiones .....	94
Referencias .....	97
Sitios de referencia en Internet .....	99
Apéndice: <b>Listados de Macros</b> .....	100

# Resumen

En 1994 se instala en el telescopio reflector de 80 cm del Observatorio de La Plata un detector CCD. En este trabajo se pretende determinar qué tipo de observaciones de fotometría CCD astronómica es posible efectuar en La Plata, teniendo en cuenta las condiciones del telescopio y su ubicación. Luego de efectuar un diagnóstico general sobre el estado y funcionamiento actuales del telescopio, así como relatar su historia, se determina el método fotométrico apropiado para la medición y se realizan observaciones astronómicas de distintos objetos. Estas son observaciones de variabilidad fotométrica relativa, las cuales son posibles aún en condiciones "No Fotométricas", y a pesar de las condiciones geográficas del Observatorio de La Plata. Se hace además un desarrollo de software para efectivizar las mediciones fotométricas.

Se presentan las observaciones realizadas de la curva de luz de la binaria eclipsante TU Muscae y se la compara con la curva de luz fotoeléctrica publicada en la literatura (Andersen & Gronbech, 1975), con el propósito de obtener una indicación de la calidad de las curvas de luz que son posibles de observar con el telescopio reflector + cámara CCD en La Plata. La curva de luz observada es de similar calidad a la publicada. A partir de la comparación de las observaciones actuales y anteriores se analizan cambios en las efemérides del sistema TU Mus.

Se presentan además observaciones de otro tipo de objetos, por ejemplo nebulosas planetarias, variables intrínsecas, etc., las cuales también son analizadas a fin de determinar la factibilidad de observación de tales objetos desde La Plata.

A partir de observaciones con el sistema de filtros BVRI de estrellas standard de las regiones E de Harvard se hace una breve evaluación sobre la determinación de los coeficientes de extinción en La Plata y se analiza si es posible realizar observaciones dentro del sistema standard BVRI con la configuración instrumental del telescopio reflector. Los resultados no aconsejan observaciones de fotometría absoluta desde La Plata.

# Introducción

Con la puesta en funcionamiento en 1994 del detector CCD en el telescopio reflector del Observatorio de La Plata, surge el problema de saber qué tipo de observaciones astronómicas es posible efectuar teniendo en cuenta las condiciones del telescopio y su ubicación. El propósito de este trabajo es ofrecer algunas respuestas a este interrogante. Para ello se ha propuesto:

- Realizar un diagnóstico general sobre el estado y funcionamiento del telescopio.
- Determinar un método fotométrico apropiado para la medición de distintas fuentes.
- Desarrollo de software para efectivizar las mediciones fotométricas.
- Efectuar observaciones de fotometría astronómica de distintos objetos con la configuración instrumental: telescopio reflector + cámara CCD.
- Analizar las observaciones efectuadas y compararlas con datos previos de la literatura.

Es importante destacar las ventajas de tener "el telescopio en el lugar habitual de trabajo" al encarar planes de investigación que incluyen observaciones astronómicas. Por otra parte, las condiciones geográficas del Observatorio de La Plata, actualmente dentro del casco urbano de la ciudad, y además casi al nivel del mar, limitan severamente el tipo de observaciones astronómicas posibles desde La Plata. Dentro de las limitaciones mencionadas, las observaciones de variabilidad fotométrica a través de curvas de luz relativas, es un tipo de observaciones con posibilidades de ser realizadas aún en condiciones denominadas en astronomía como "No Fotométricas".

Al respecto cabe recordar varios trabajos de esta naturaleza referentes a binarias eclipsantes en las Nubes de Magallanes, nuestras galaxias vecinas más próximas (e.g. Bell et al. 1991, Bell et al. 1993, Pritchard et al. 1998, Pritchard et al. 1998). Estos trabajos recientemente publicados han sido realizados con observaciones en condiciones de seeing similares a La Plata, efectuadas desde Nueva Zelanda.

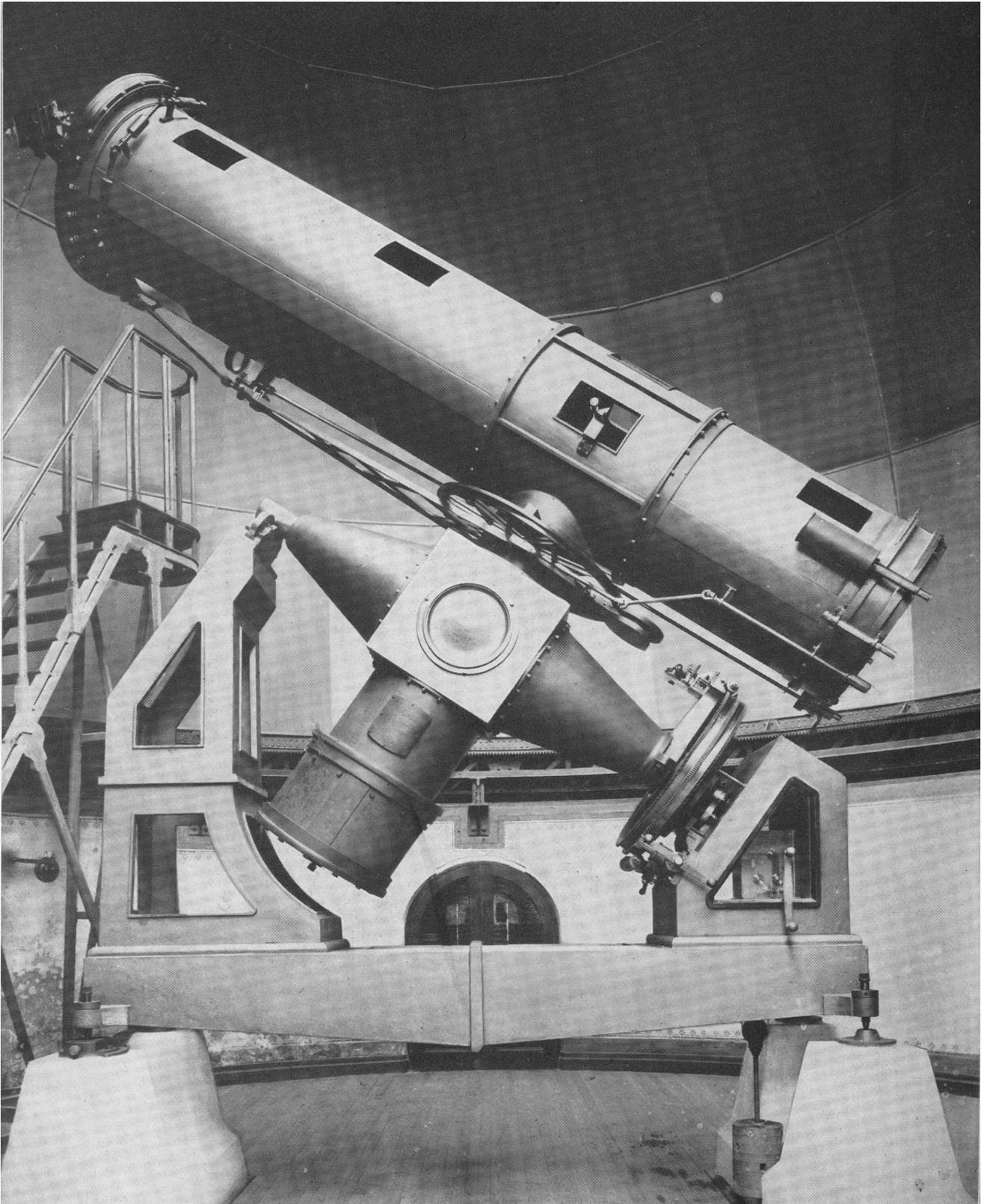
Dentro de la modalidad de la fotometría relativa ó diferencial, se presentan en este trabajo observaciones de la curva de luz de la binaria eclipsante TU Muscae, a fin de compararla con la curva de luz fotoeléctrica publicada en la literatura (Andersen & Gronbech,

1975). El propósito de esta comparación es obtener una indicación de la calidad de las curvas de luz que son posibles de observar con la configuración instrumental telescopio reflector de 80 cm + cámara CCD en La Plata. A partir de este tipo de observaciones se podrían analizar eventuales cambios en las efemérides del sistema y sus consecuencias.

Observaciones de otro tipo de objetos, por ejemplo nebulosas planetarias, estrellas en campos más poblados, variables intrínsecas, etc. también serán analizadas a fin de determinar la factibilidad de observación de tales objetos desde La Plata.

Así mismo, dentro del presente trabajo, se realizarán observaciones con el sistema de filtros BVRI del sistema de Johnson (Johnson y Morgan, 1953) a fin de evaluar si es posible determinar los coeficientes de extinción en La Plata. Estos coeficientes son necesarios a la hora de determinar si es posible realizar observaciones dentro del sistema standard BVRI desde La Plata. A este fin se realizaron observaciones de estrellas patrones de las regiones E de Harvard (e.g. Vogt et al. 1981), que tienen declinación favorable para ser observadas con el telescopio reflector de 80 cm. Debe mencionarse que las estrellas patrón de las regiones ecuatoriales no son observables apropiadamente debido a sus brillos intrínsecos y a la presencia de árboles demasiado altos alrededor del telescopio.

Con el propósito adicional de que este trabajo sirva como referencia para los eventuales usuarios del Telescopio Reflector, se presentan diversos datos técnicos y descripciones del propio telescopio, del instrumental y del edificio y cúpula donde éste se halla albergado.



**Fotografía de comienzos del siglo XX del telescopio reflector Gautier con su diseño original.**

# Capítulo 1

## **El Telescopio**

### **Reflector Zeiss-Gautier**

## Su historia

La mayoría de los instrumentos obtenidos en la época de la fundación del Observatorio eran de pequeño tamaño, designados principalmente para operaciones geodésicas. Una vez hecho el pedido requerido para las necesidades que pudiesen ocurrir en esta clase de trabajos, el entonces primer Director del Observatorio de La Plata, Francisco Beuf, dirigió su atención en otras direcciones y buscó la dotación adicional necesaria, que permitiría al Observatorio tomar su lugar entre los de primera fila colocándolo en condiciones de emprender investigaciones astronómicas y astrofísicas. En Abril de 1886 obtuvo la autorización para pedir a París varios instrumentos, incluyendo un telescopio reflector de 80 cm de abertura. Las especificaciones para la construcción de este instrumento fueron preparadas por el Almirante Mouchez, entonces Director del Observatorio de París. Por iniciativa suya el montaje para este instrumento y casi todos los otros que fueron obtenidos en París fueron construidos por P. Gautier, siendo las partes ópticas suministradas por los hermanos Paul y Prosper Henry, afamados ópticos y astrónomos del Observatorio de París. El espejo grande original se concluyó en 1887 y el Director Beuf lo trajo de París cuando regresó del primer Congreso Astrográfico. La construcción de la montura fue terminada a principios de 1889. La cúpula, que había sido pedida a Cail de París, no estaba lista todavía y a causa de esto el envío del instrumento se postergó hasta fines de 1890.

En 1921 se hace cargo de la dirección del Observatorio de La Plata el Dr. Johannes Hartmann, quien trató de impulsar investigaciones astrofísicas y astrográficas. Sin embargo, no pudo satisfacer su propósito de inmediato, debido a deficiencias del instrumental disponible para tal objeto. Para superarlas, decidió proveer al telescopio reflector de 80 cm de un apropiado espectrógrafo, y cambiar el sistema Newtoniano de que venía provisto por uno Cassegrain. Para realizar este cambio diseñó las modificaciones necesarias en la montura, las que fueron realizadas por el Jefe del Taller, Sr. Plotnikoff. Luego, en 1928, Hartmann envió a la casa Zeiss de Jena, Alemania, el espejo de 80 cm para ser perforado en el centro, como lo impone el sistema Cassegrain. Como se trataba de un espejo cuyo vidrio tenía más de cuarenta años, es decir que era bastante viejo, resultaba muy probable que no soportara la perforación, pero Hartmann estimó que no existía otra alternativa que correr el riesgo.

La operación se pudo llevar a cabo pero, como era factible esperar, al ser terminada se produjo el estallido del vidrio. En vista de ello la casa Zeiss proveyó otro espejo, apropiadamente perforado, de excelente calidad y un espejo hiperbólico, que a juicio de

Hartmann era también excelente. Ambas piezas llegaron al Observatorio en agosto de 1930 y enseguida se procedió a su montaje. El instrumento tuvo, sin embargo, durante el período de Hartmann, escaso empleo.

Durante la segunda dirección del Observatorio de La Plata del Ing. Félix Aguilar, a partir de 1934, con la intención de impulsar las investigaciones astrofísicas, se le encargó al Dr. Enrique Gaviola el estudio de la posibilidad de sacar provecho del telescopio reflector de 80 cm, que hasta entonces no había prestado servicios tangibles. Gaviola estudió los espejos del reflector y comprobó que el espejo grande daba imágenes excelentes, no así el espejo pequeño, cuya zona periférica acusaba una distancia focal entre 10 y 15 mm mayor que la central. Ante este resultado procedió a pulir de nuevo el espejo defectuoso logrando reducir la falla a 2 mm, lo cual, en su opinión, para los trabajos espectrográficos que se pensaban encarar, no suponían mayor inconveniente. Tras ello, ayudado por Ricardo Platzeck, procedió a replatar los dos espejos. Salvo defectos mecánicos, que pudieron ser eliminados mucho tiempo después, merced al mecánico de precisión Sr. Herbert Glinschert, el telescopio quedó así en aceptables condiciones de uso. Con la incorporación al Observatorio del Dr. Alexander Wilkens, el instrumento fue puesto a su disposición. Wilkens decidió usarlo con el espectrógrafo de Hartmann y, estimando que debido a su baja resolución sólo podría resultar eficiente en fotometría estelar, fijó su plan de trabajo en la determinación de temperaturas espectroscópicas de estrellas dobles del Hemisferio Sur, plan que llevó a cabo entre los años 1938 y 1949.

Desde 1947 hasta 1955 el Observatorio estuvo bajo la dirección del Capitán de Fragata (R) Guillermo O. Wallbrecher. En esta época, el Dr. Livio Gratton, a cargo del Departamento de Astrofísica, procuró perfeccionar el telescopio reflector de 80 cm, que por entonces aún presentaba muchas deficiencias mecánicas. Las mismas pudieron ser subsanadas gracias a la eficiente labor del mecánico de precisión Sr. Herbert Glinschert. Tras muchos esfuerzos, hacia 1954 el telescopio quedó en buenas condiciones de funcionamiento, lo cual significó introducir las siguientes mejoras:

- a) Torneado de los muñones del eje polar y sustitución del primitivo sistema de apoyo sobre cilindros por rodamiento de rodillos cónicos en la parte inferior, y por rodamientos a bolas en la parte superior. El gran tamaño de las piezas que forman el eje polar requirió acudir a los tornos especiales de los talleres del Ferrocarril Provincial de Buenos Aires. Para que el peso sumamente grande de las piezas a trabajar no afectara la exactitud del torneado, hubo que construir piezas auxiliares especiales de sujeción, que aseguraran el centrado y un calibre para el control.

- b) Modificación del apoyo del eje de declinación, incorporándole un sistema apropiado de rodamientos.
- c) Introducción de la posibilidad de acoplarle el espectrógrafo Curtiss Hussey y, para atenuar el efecto del peso de éste y evitar que rozara el piso en observaciones cenitales, se efectuó un acortamiento del tubo, cambiando consiguientemente la posición del espejo Cassegrain.
- d) Construcción de una cámara para el aluminizado periódico del espejo Cassegrain, lo cual se efectuó según diseños del Dr. Gratton y del Ing. José A. Rodríguez. Elaboración del sistema para el desmontado y traslado del espejo primario hacia la cámara de aluminizado.

Durante la primera dirección del Dr. Reynaldo Cesco (1957-1958), se proveyó al telescopio reflector de un fotómetro fotoeléctrico, con el cual se pudieron organizar investigaciones fotométricas sobre bases firmes. Su desarrollo fue efectuado principalmente por el Dr. Alejandro Feinstein, quien tuvo al comienzo el asesoramiento del Dr. Gerald Kron, del Observatorio de Lick. Con el curso del tiempo los trabajos en esa especialidad adquirieron gran relevancia. En esta época se adquirió además un equipo para aluminizar los espejos del telescopio.

El sistema de relojería original consistía de un reloj motriz a cuerda montado en el pilar norte, a la misma altura que el tornillo sin fin al cual estaba conectado por un brazo horizontal. Contaba con un regulador de Foucault que giraba alrededor de un eje horizontal. El reloj disponía de más de dos horas de cuerda por medio de un sistema de pesas que pendían por debajo del recinto del reloj hasta el nivel inferior del edificio a través de una abertura practicada en el piso. Estas pesas se remontaban con una manivela ubicada en la ventana este de la caja del reloj. Entre 1970 y 1977 se modificó todo este sistema por un mecanismo movido por un motor eléctrico. En la transmisión de este movimiento hacia el tornillo sin fin, se diseñó un sistema denominado "planetario", que permitía acoplar el movimiento de un segundo motor para desplazamientos lentos. De esta manera, el sistema planetario simplemente aceleraba o retrasaba el movimiento medio sin interrumpirlo, lo cual era de utilidad en observaciones con el espectrógrafo, ya que permitía "pasear" a la estrella por la ranura del mismo, obteniéndose espectros más anchos. Esta modificación también fue realizada por el Sr. Herbert Glinschert.

En 1993, durante el decanato del Dr. Juan Carlos Forte, investigadores de la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (antes Observatorio Astronómico de La Plata),

adquirieron una cámara CCD, junto con todo su equipo de funcionamiento. Ésta fue instalada en el Telescopio Reflector en junio de 1994 y se utiliza actualmente para observaciones fotométricas relativas de objetos más brillantes que magnitud visual 10.

## **El edificio**

El edificio que alberga al Telescopio Reflector de 80 cm consiste en un cuarto circular de 9.5 metros de diámetro con paredes que se alzan 2.5 metros sobre el piso para soportar la cúpula. Contiene puertas a los lados norte, sur y oeste, provistas exteriormente con persianas. Las puertas, se abren a un balcón que rodea todo el edificio, a una altura de 2.6 metros del terreno. La entrada principal es por el lado norte, existiendo una escalera de mármol que conduce desde el balcón al terreno. En el lado este se ha construido un pequeño cuarto, que en su momento se utilizaba como laboratorio fotográfico y actualmente como recinto para guardar instrumental.

## **La cúpula**

Un anillo pesado de hierro de 6 cm de espesor por 23 cm de ancho, construido en secciones, corona la pared, estando permanentemente unido a ella y teniendo su superficie superior cepillada para formar el carril inferior de las ruedas sobre las que gira la cúpula. La base de la cúpula es una viga circular de 40 cm de profundidad, formada de planchas y ángulos de hierro ribeteados. La superficie inferior está cepillada para que sirva de carril superior a las ruedas de la cúpula. Más arriba de la base, la armazón de la cúpula está construida de un enrejado de ángulos curvos conectados con varillas horizontales. La cúpula está cubierta por afuera con planchas de acero remachadas al marco y pintadas de color plateado, y por adentro de enchapado de madera pintado de color celeste. Estas cubiertas circundan un espacio de aire de 30 cm de ancho.

La ventana de la cúpula tiene 1.80 metros de ancho, extendiéndose desde el horizonte hasta un poco más allá del zenit del instrumento. Está cubierto con dos postigos los cuales se mueven horizontalmente sobre vías, por la parte superior e inferior.

La cúpula está montada sobre un anillo movable cuya armazón es una viga enrejada, construido de planchas y ángulos de hierro. En los puntos donde están montadas las ruedas principales de la cúpula, la viga ha sido reforzada con planchas de acero para soportar los

cojinetes. Hay seis ruedas grandes de apoyo, seis chicas y seis rodillos guiadores compuestos de tres ruedas cada uno. Las ruedas grandes son de 54 cm de diámetro teniendo superficies de apoyo de 20 cm de largo. Estos solos soportan la cúpula. Las ruedas pequeñas intermedias soportan la viga. Todas las ruedas son de forma cónica para que correspondan al diámetro de la cúpula, estando inclinada la vía ancha inferior. Las ruedas de los rodillos guiadores son de 36 cm de diámetro, están arregladas en grupos de tres, montadas sobre un eje vertical común pero moviéndose independientemente. La rueda intermedia de cada grupo se sostiene contra la superficie de un ángulo de hierro montado arriba de la esquina interior de la pared, ajustado a ella con doce garfios. Por medio de estos, el anillo móvil se conserva en posición sobre la vía riel. Las ruedas más altas de los rolletes y las más bajas se sostienen contra las planchas cilíndricas inferiores de la base de la cúpula. Por este sistema la cúpula permanece en posición con respecto al anillo móvil.

La cúpula gira por medio de un motor eléctrico monofásico. El movimiento de la cúpula se comanda desde la consola ubicada en el soporte sur del eje polar o desde los pulsadores de la manopla de control remoto, de modo que siempre permanece al alcance del observador.

## **Descripción del telescopio actual**

### **Aspecto Mecánico.**

#### **Montura.**

Es una modificación de *montura ecuatorial del tipo inglés*. Las dos puntas del eje polar tienen asiento sobre distintos soportes. El eje de declinación cruza al eje polar en el centro llevando el tubo del telescopio a un lado y el contrapeso al otro. Con esta forma de montaje el telescopio puede dirigirse a cualquier parte del cielo, incluyendo la región polar. En este instrumento los soportes están montados sobre una sola base cuya superficie está a 1.22 metros sobre el nivel del piso, el cual impide al telescopio pasar el meridiano sin invertirse, perdiendo así una de las principales ventajas que debía obtenerse con este tipo de montaje.

**Base.**

La base del instrumento es esencialmente una viga soportada en ambas puntas. El largo es de 3.40 metros por 80 cm de ancho, variando su profundidad desde 30 cm en las puntas, hasta 42 cm en el centro. Está fundida en dos partes unidas en el centro. Las planchas que forman los lados y la parte superior son de 2.5 cm de espesor. En los cuatro ángulos de la base existen garfios roscados para recibir los tornillos que llevan el peso del instrumento y que se usan para ajustarlo a nivel y en azimut.

**Eje Polar.**

El eje polar es de 2.65 metros de largo y consiste en un cubo central fundido de 66 cm de lado, dos piezas cónicas fundidas ajustadas a los lados opuestos de este cubo y los muñones pulidos de acero, los cuales forman las superficies de apoyo de este eje. Cada muñón gira sobre un sistema de rodamientos constituido por rodillos cónicos en la parte inferior y por bolas en la parte superior.

El eje polar está apoyado en dos soportes que se hallan uno a cada extremo de la base. El soporte del norte apoya el extremo inferior del eje polar y al mismo tiempo sirve de recinto para el sistema de relojería. El soporte del sur está constituido por dos piezas fundidas unidas, teniendo encima los rolletes que soportan el extremo superior del eje polar.

**Tubo del telescopio.**

La parte del tubo que está fija, a la cabeza del eje de declinación es un cilindro fundido de 80.5 cm de largo y 83 cm de diámetro interno. La sección inferior del tubo, que originalmente era de 1 m de largo, fue recortada, siendo actualmente de unos 60 cm de largo. Su extremo inferior permite la sujeción de la celda del espejo primario mediante 12 tornillos pasantes que enroscan sobre la celda. Esta sección tiene dos aberturas diametralmente situadas, para la ventilación del tubo y para tener acceso a la superficie superior del espejo y baffle. La sección superior del tubo era de 2.40 metros de largo, habiéndose prolongado posteriormente unos 48 cm. Esta extensión actúa como una pantalla que evita el acceso directo de luz difusa sobre el espejo secundario y disminuye el campo de luz que puede acceder en forma directa desde la abertura del telescopio, a través del agujero del espejo primario sobre el detector. La diferencia de brazo de palanca entre la sección superior e inferior del tubo hace necesaria la colocación de un anillo de piezas de plomo directamente debajo de la cara inferior de la celda, a fin de que el tubo permanezca medianamente balanceado. La tapa del extremo superior del

tubo consiste de una funda de lona plástica, provista de un zuncho para su ajuste alrededor del mismo.

### **Círculo de declinación.**

Al igual que otros instrumentos de la época, los instrumentos Gautier utilizaban la lectura de las distancias polares en lugar de la declinación. El telescopio reflector cuenta con la posibilidad de leer tanto la distancia polar norte como la distancia polar sur. El círculo de lectura es de un metro de diámetro, pudiéndose leer por medio de verniers, con una precisión de hasta 30 segundos de arco. Este círculo está colocado entre el cubo del eje polar y el tubo del telescopio, leyéndose desde el extremo inferior del tubo por medio de dos pequeños telescopios, uno a cada lado del tubo, los cuales están dirigidos hacia prismas montados opuestamente a los verniers. El círculo es iluminado por dos lámparas que se ubican junto a los prismas y se encienden mediante llaves ubicadas directamente en el tubo del telescopio.

### **Freno y movimiento fino en declinación.**

El freno en declinación se opera desde el extremo inferior del tubo al igual que el movimiento lento en declinación. Este último se comanda manualmente mediante el giro de la empuñadura al final de la transmisión de este movimiento ó conectando a ésta un brazo móvil de madera, el cual brinda mayor comodidad durante el proceso de calado. Este movimiento fino tiene un tope en su carrera, por lo cual se debe tener cuidado de no excederse en el movimiento hacia un mismo lado. Debe utilizarse entonces sólo para pequeños ajustes. Caso contrario deberá quitarse el freno y ajustar a mano, o desplazar el campo lo suficiente como para utilizar el movimiento fino en sentido contrario.

### **Círculo de ángulo horario.**

Está montado en la parte más baja del eje polar. Es de 60 cm de diámetro y está dividido en el canto del arco en minutos de tiempo, leyéndose por medio de verniers opuestos con una precisión de hasta cuatro segundos de tiempo. Está iluminado debajo de los verniers por lamparitas eléctricas que se accionan con la llave ubicada en el centro del pilar debajo del tornillo sin fin. Debe leerse del lado que se encuentra el telescopio. Caso contrario se leerá el ángulo horario con una diferencia de 12 horas.

### **Corona y tornillo sin fin.**

La corona es una rueda de bronce de 92 cm de diámetro aproximadamente. Sobre su superficie se ha tallado un engranaje de paso grande con alrededor de 360 dientes que permite el movimiento manual rápido en ascensión recta a través de la manivela ubicada sobre a un lado del soporte norte del eje polar. Presenta otros dos engranajes de 720 dientes, uno a cada lado del anterior. Sobre uno de ellos, ubicado en la parte inferior, trabaja el tornillo sin fin que conecta la corona con el motor. El tornillo sin fin está montado en un soporte rebatible cerca de la parte baja del eje polar que permite acoplar o desacoplar el movimiento del motor a la corona. La presión del anclaje del sin fin con la corona es regulable mediante un sistema de muelles ajustables mediante tornillos.

Sobre el otro engranaje fino de la corona, ubicado en la parte superior, trabaja un sin fin más pequeño, montado en el extremo de un brazo que se extiende desde la punta inferior del eje polar hasta el borde de la corona. Sobre este brazo, hay instalado un motor eléctrico reversible que hace girar al sin fin, produciendo un desplazamiento del brazo respecto de la corona. Como el brazo es solidario a la corona, se imprime un movimiento adicional al eje polar de manera que da al instrumento un movimiento lento en ascensión recta. Este movimiento lento se activa mediante dos pulsadores de la manopla, colocándolo así en manos del observador.

### **Sistema de relojería y arrastre. Movimiento en ángulo horario.**

El sistema motriz está montado en el pilar norte a la misma altura que el tornillo sin fin. El mecanismo de arrastre del telescopio consiste, de un motor sincrónico bifásico de 60 Watt, alimentado con una tensión con frecuencia de 50 ciclos por segundo sidéreo. Este motor es accionado desde una consola ubicada sobre el pilar sur de apoyo del telescopio. La frecuencia es obtenida directamente de la sala de relojes del Observatorio. Se obtiene así a la salida del motor un régimen de 1 vuelta por segundo sidéreo ó 60 revoluciones por minuto. Esta velocidad es luego llevada a través de sucesivas reducciones mecánicas a 1 vuelta cada 120 segundos sidéreos. Este es el régimen de vueltas con el que trabaja el tornillo sin fin sobre la corona. Dado que la corona consta de 720 dientes, cada uno de ellos corresponde a medio grado de arco. De esta manera, la corona avanza a razón de medio grado cada 2 minutos sidéreos, o 360 grados cada 24 horas sidéreas.

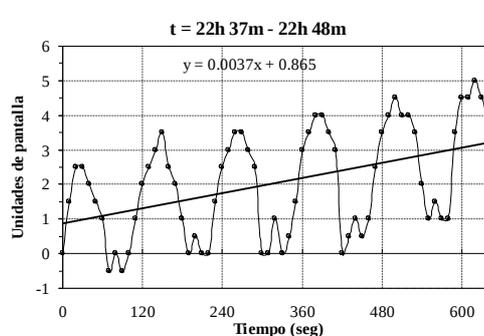
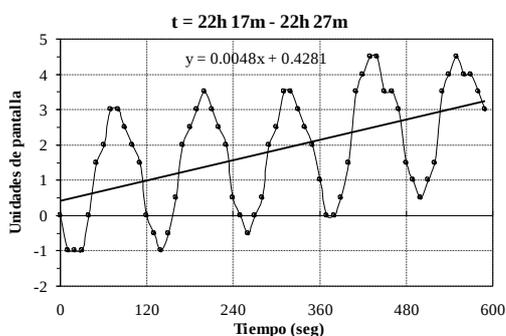
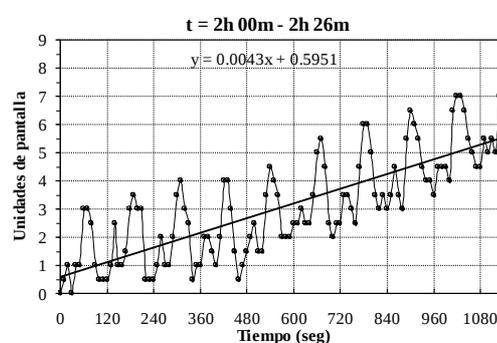
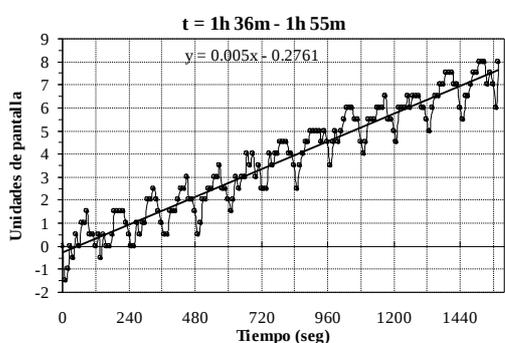
Un segundo motor instalado en el mismo recinto se acopla a la transmisión de modo que su accionar permite acelerar o disminuir la velocidad de arrastre actuando como un

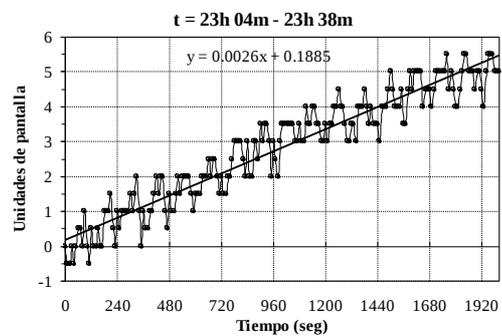
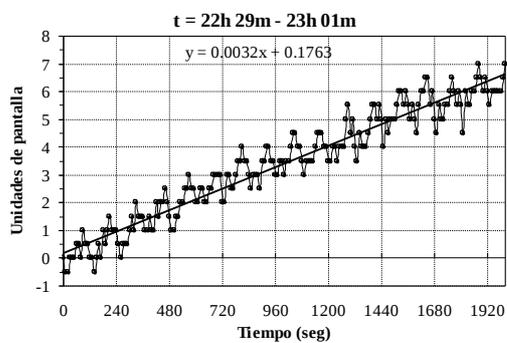
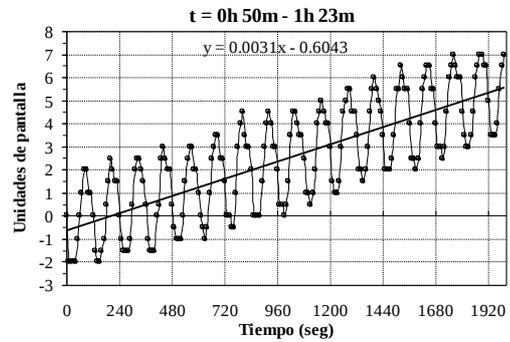
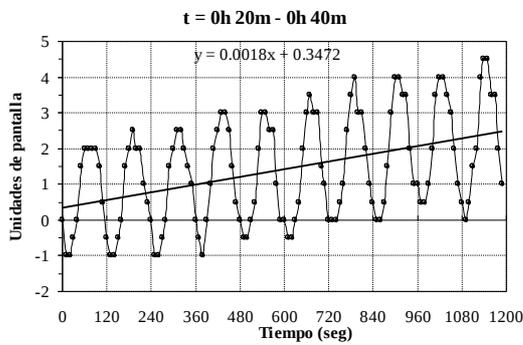
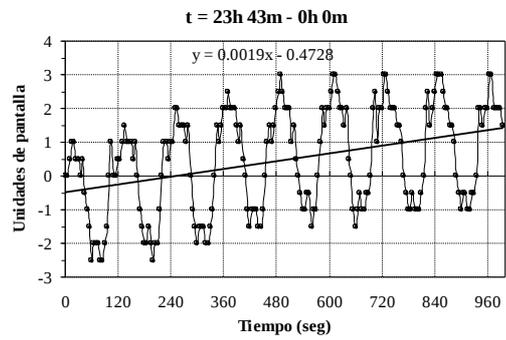
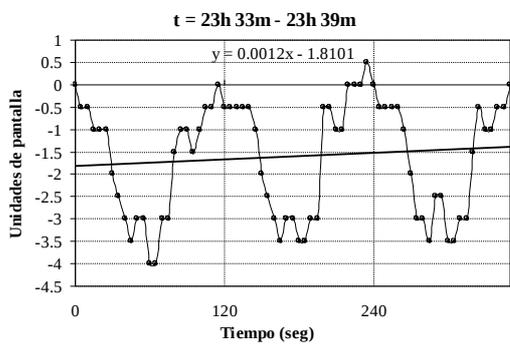
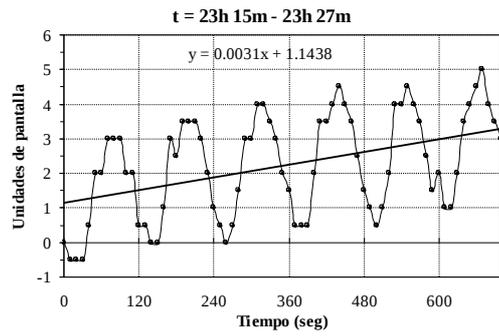
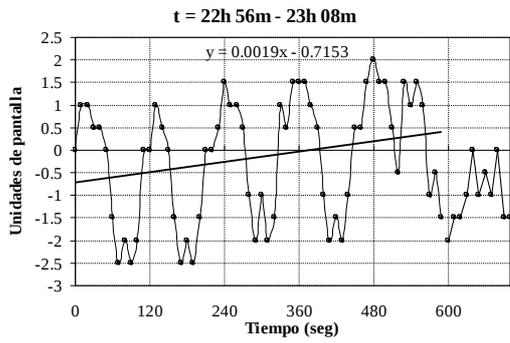
mecanismo de movimiento fino en ángulo horario. Este movimiento fino resulta mucho más rápido que el producido por el motor instalado sobre el garfio de la corona.

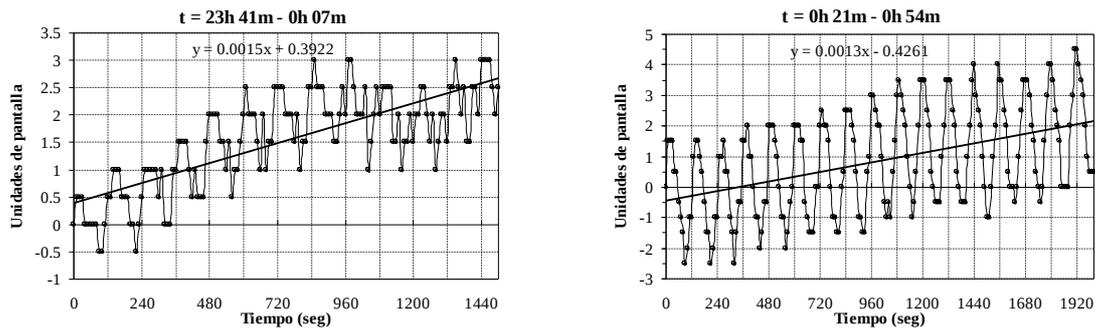
### *Un vaivén en el arrastre*

Mediante simples observaciones visuales a través del telescopio, pudo detectarse que el sistema de arrastre presentaba, un movimiento de vaivén, haciendo que el objeto apuntado oscile entorno a su posición central. Para estudiar este problema se realizaron observaciones, utilizando una cámara CCD de lectura en tiempo real, tipo televisión (tiempo de lectura 40 mseg = 25 cuadros por seg), facilitada por el Ing. Rodolfo Marabini. Todas las observaciones presentadas en esta sección fueron realizadas por el autor de este trabajo, con la colaboración de la Srta. Romina P. Di Sisto.

Para determinar la posición de una estrella en el campo de la cámara, se colocó una escala graduada sobre el monitor, a lo largo de la dirección del movimiento en ángulo horario y se realizaron lecturas cada 5 ó 10 segundos de la ubicación de la estrella en esta escala, durante períodos de tiempo de varios minutos. Este procedimiento se repitió en distintos valores del ángulo horario (t) y a ambos lados del meridiano. En todos los casos se utilizó la misma estrella,  $\alpha$  Aqr (AR = 22<sup>h</sup> 6<sup>m</sup>,  $\delta$  = -0° 20'; Mag. = 2.96) por su conveniente declinación y brillo. Los resultados se presentan en los gráficos de la Fig. 1.1.







**Fig. 1.1.** Se muestra el movimiento que presenta el telescopio durante el seguimiento de una estrella ecuatorial. Las oscilaciones presentan una amplitud promedio de 4 u.p. ( $\approx 12''$  arco). Las rectas fueron obtenidas por mínimos cuadrados y representan el movimiento medio del telescopio.

Puede observarse claramente que todos los gráficos presentan una oscilación con un período de 120 segundos. Esto nos lleva directamente a asociar este movimiento con alguna irregularidad en el tornillo sin fin. Puede observarse además, que para diferentes ángulos horarios, es decir para diferentes sectores de la corona, las oscilaciones presentan características sutilmente diferentes. Esto puede estar asociado con irregularidades (seguramente por desgaste) en los dientes mismos de la corona. Se probó de aumentar la presión del anclaje del tornillo sin fin a la corona, con la finalidad de determinar si se trataba de un simple desajuste de alguna pieza mecánica. En estos casos se obtuvo que la amplitud de las oscilaciones disminuía considerablemente, aunque continuaban con la misma frecuencia y en forma más irregular.

De los gráficos pueden obtenerse las amplitudes de las oscilaciones. En todos los casos con presiones de anclaje normales, las amplitudes resultaron entre 3.5 y 4.5 unidades de pantalla (u.p.). La escala se obtuvo dejando transitar libremente (sin arrastre) a la estrella por la pantalla graduada y midiendo el tiempo de este tránsito. Resultó así 1 u.p. = 3 seg. de arco. Considerando entonces que  $\cos \delta \approx 1$  las oscilaciones presentaban amplitudes en segundos de arco entre  $10''.5$  y  $13''.5$ . Esto significa que, para estrellas ecuatoriales, el movimiento es considerable ya que es más de cinco veces el tamaño de una imagen estelar con un seeing de  $2''$ . De esta manera queda muy limitado el tiempo de exposición cuando se trabaja con un detector integrador. El efecto disminuye con el factor  $\cos \delta$ , de modo que para declinaciones elevadas el movimiento es mucho menor, aunque no es en absoluto despreciable.

Si tomamos una amplitud promedio de  $12''$ , y teniendo en cuenta que el radio R de la corona es de 46 cm, resulta una longitud de arco igual a 0.027 mm. Este es el orden del

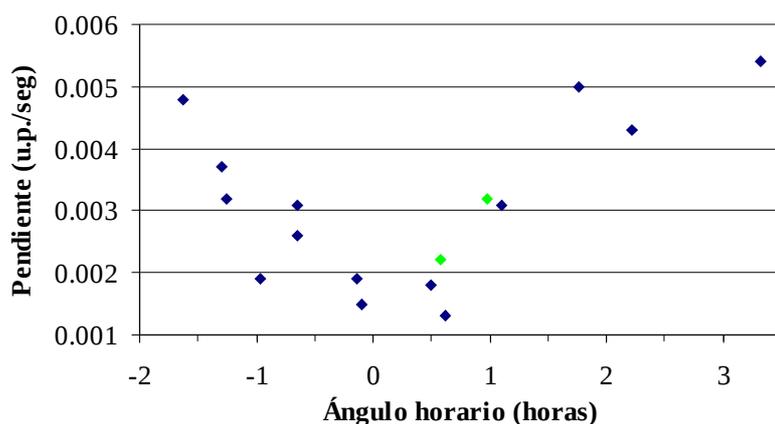
tamaño que deberían presentar las irregularidades longitudinales en el tornillo sin fin para producir las oscilaciones.

Posteriormente se utilizó un comparador mecánico de precisión para verificar el estado del sin fin. Sorprendentemente, se encontró un patrón de oscilación similar y una amplitud mecánica transversal al tornillo sin fin de aproximadamente 0.031 mm, traduciéndose a una variación longitudinal de 0.01 mm, en el caso en que ésta última se transforme completamente en una oscilación transversal. Este valor, constituye por lo tanto una cota inferior y es del orden del valor obtenido con mediciones astronómicas. Las mediciones mecánicas fueron obtenidas por el Ing. R. Marabini y el Jefe del Taller Mecánico de la Facultad de Cs. Astronómicas y Geofísicas Sr. Reinhardt Glinschert.

Luego de una revisión detallada del tornillo sin fin, se encontró que éste presentaba vestigios de corrosión en los filetes centrales, posiblemente como consecuencia de goteras y filtraciones desde la cúpula. Por esta razón se procedió al tallado de un nuevo tornillo sin fin.

De los gráficos de la Fig. 1.1 se desprende también un movimiento secular, que no puede estar asociado con el tornillo sin fin. Este movimiento se debe seguramente a que el eje polar del telescopio se encuentra descolimado respecto de su posición correcta, es decir que se encuentra fuera de estación.

Se han ajustado rectas por mínimos cuadrados a las muestras del movimiento del telescopio, encontrándose que éstas presentan distintas pendientes, según la posición en ángulo horario de las observaciones, como se ve en la Fig. 1.2. Las expresiones de estas rectas se encuentran en los mismos gráficos de la Fig. 1.1.

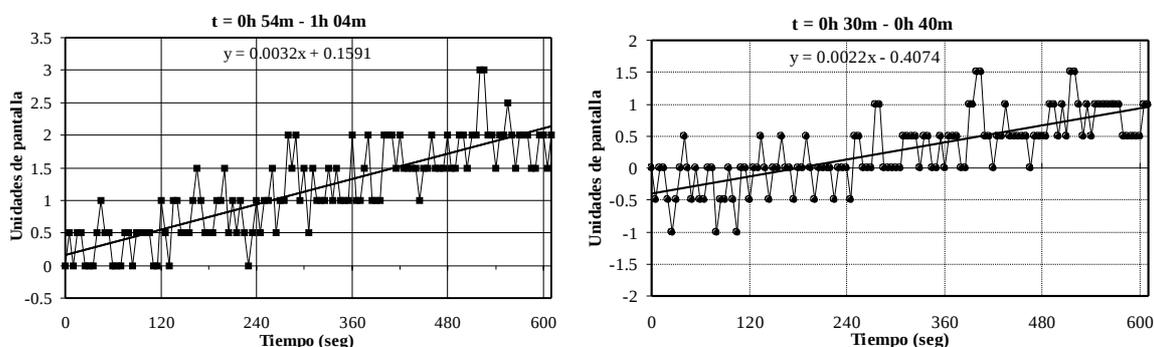


**Fig. 1.2** Valor de las pendientes en función del ángulo horario. Los puntos huecos corresponden a las medidas con el nuevo tornillo sin fin de la Fig. 1.3.

Según la Fig. 1.2 las pendientes aumentan con el ángulo horario de modo que el movimiento secular en el arrastre es mayor a medida que el objeto se encuentra más lejos del meridiano. Un movimiento progresivo se observó también en declinación. Sin embargo, estos movimientos de deriva son mucho menores que las oscilaciones producidas por el tornillo sin fin, de modo que sólo se apreciará su importancia cuando estas últimas hayan sido corregidas.

A fines de enero del 2000, el Sr. Reinhardt Glinschert, Jefe de Taller Mecánico, culminó con el torneado de un nuevo tornillo sin fin, según especificaciones del Ing. R. Marabini. Una vez instalado en el telescopio, se realizaron pruebas preliminares, mediante observaciones de la estrella ecuatorial  $\beta$ -Eri ( $AR = 5^h 7^m 50.2^s$ ,  $\delta = -5^\circ 5' 9''$ ,  $\cos \delta = 0.996$ ,  $Mag = 2.9$ ), con la misma metodología anterior.

El movimiento registrado en estas primeras observaciones se muestra en la Fig. 1.3.



**Fig. 1.3. Gráficos análogos a los de Fig. 1.1, con el nuevo tornillo sin fin. Los apartamientos del movimiento medio varían entre 0.5 y 1.5 u.p. Las rectas, obtenidas por mínimos cuadrados, indican un movimiento medio del telescopio similar al anterior.**

Puede verse muy claramente, que la amplitud de los apartamientos del movimiento medio ha disminuido a valores entre 0.5 y 1.5 u.p., es decir  $1''.5$  a  $4''.5$ . Además el movimiento no parece ser oscilatorio, sino más bien errático. En este sentido, el nuevo tornillo sin fin parece haber mejorado notoriamente el problema del vaivén en el arrastre del telescopio, aunque es necesario hacer un análisis más detallado, con un mayor número de observaciones de este tipo.

Por otro lado, ajustando rectas por mínimos cuadrados a los gráficos de la Fig. 1.3, resulta que las pendientes del movimiento mantienen la misma dependencia con el ángulo horario hallada anteriormente (ver Fig. 1.2), confirmando que este problema es ajeno al tornillo sin fin.

### **Manopla de control remoto.**

Se dispone actualmente de una manopla que permite el comando a distancia del motor de movimiento de la cúpula, del motor de movimiento fino en ángulo horario (acoplado al sistema principal de relojería) y del motor de movimiento fino en ángulo horario ubicado en el garfio sobre la corona, el cual brinda un desplazamiento suficientemente lento como para hacer pequeños ajustes de centrado.

Para el movimiento de la cúpula, la manopla está provista de dos pulsadores con flechas indicativas de la dirección del movimiento:

Pulsador ( $\Rightarrow$ ): Mueve la cúpula en sentido Sur-Oeste-Norte-Este

Pulsador ( $\Leftarrow$ ): Mueve la cúpula en sentido Sur-Este-Norte-Oeste

Para cada movimiento fino en ángulo horario la manopla tiene un par de pulsadores:

Pulsador (+): Avanza en el mismo sentido de la relojería (hacia el OESTE)

Pulsador (-): Avanza en sentido contrario al de la relojería (hacia el ESTE).

# La óptica

## **Espejos.**

Según lo detallado en la sección sobre la historia del Telescopio Reflector, el diseño óptico original de este telescopio era del tipo Newtoniano. Los espejos para este instrumento fueron hechos por los Hermanos Henry. El espejo primario tenía una abertura aproximada de 80 cm y un espesor de cerca de 95 milímetros.

Actualmente el telescopio es de tipo *Cassegrain clásico*, con un espejo parabólico cóncavo Zeiss de 80 cm de diámetro. El espejo primario está alojado dentro de una celda simple de hierro, teniendo en la parte superior un reborde con topes de neoprene para evitar que se salga de su alojamiento y en la parte inferior un soporte compuesto por tres balancines con dos apoyos circulares de hierro cada uno. Sobre cada uno de estos asientos se han colocado anillos de teflón, con la finalidad de aislarlo de la rigidez del hierro y darle al espejo un agarre que le permita ser deslizado lateralmente mediante las correspondientes zapatas de ajuste con el fin de permitir una correcta alineación de la óptica del instrumento.

El espejo secundario es hiperbólico convexo de 21 cm de diámetro y está sujeto en la parte central del extremo superior del tubo por una araña de 4 patas y una montura que permite el avance o retroceso del mismo a lo largo del eje del instrumento con el objeto de permitir el enfoque de la imagen en el plano focal del detector.

## **Alineación de la óptica.**

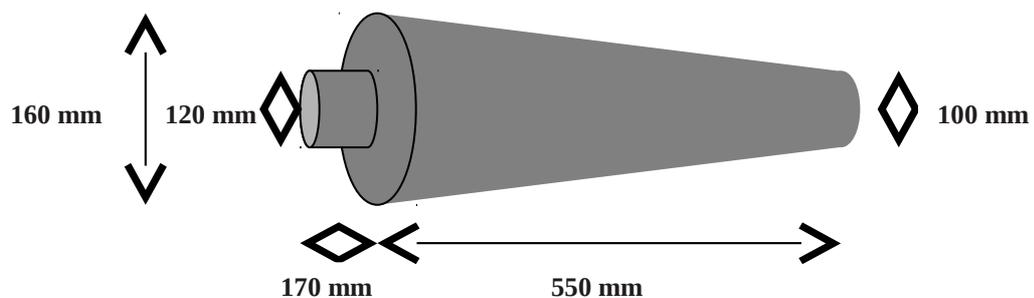
El espejo primario puede centrarse con el eje óptico (ajuste lateral) mediante los tornillos de ajuste de las 6 zapatas laterales de la celda. Cada zapata está sujeta a uno de los extremos de 3 barras que pivotean en su centro, actuando como balancines. El ajuste longitudinal, que permite poner paralelo al eje óptico del espejo primario con el eje óptico del telescopio se logra a través de 3 tornillos ubicados en la parte inferior externa de la celda. Estos tornillos regulan el nivel respecto de la celda de los balancines de apoyo del espejo.

El espejo secundario puede alinearse lateral y longitudinalmente mediante un juego de 3 tornillos de ajuste ubicados a 120° uno del otro al costado de la celda del secundario y con otro juego similar de tornillos ubicados en la parte posterior de la celda respectivamente.

## **Baffle.**

Con la finalidad de minimizar el ingreso de luz directa desde la abertura principal del telescopio sobre el detector, a comienzos del año 1998 se procedió a la construcción y

colocación de una pantalla (baffle) delante del agujero del espejo primario. Los cálculos de las dimensiones fueron realizados por el Lic. Luis C. Martorelli, Jefe del Departamento de Óptica de la Fac. de Cs. Astronómicas y Geofísicas, y la construcción y colocación estuvieron a cargo del autor. El baffle es de forma cónica, está hecho con zinc y ha sido pintado con pintura de color negro mate, para eliminar cualquier posible reflejo.



**Fig. 1.3. Forma y dimensiones del baffle del espejo primario**

Apoya sobre el espejo primario en un asiento de tergopol de 2.5 cm de alto y está sujeto a presión dentro del agujero del espejo primario con cartón corrugado.

### **Sistema de enfoque.**

El modo de enfoque de la imagen producida por el telescopio en el plano focal del detector es mediante el desplazamiento del espejo secundario a lo largo del eje óptico. Este desplazamiento se efectúa en forma manual mediante el giro de un mango móvil que se encuentra conectado a través de la transmisión con la celda del espejo secundario, la cual avanza o retrocede debido a un sistema roscado según el giro del mango. Para la lectura de la posición del foco hay una escala graduada que indica el grado de avance o retroceso del espejo secundario.

Por imprecisiones en el mecanismo de desplazamiento, durante el proceso de enfoque, aparecen movimientos que desvían el eje óptico del espejo secundario. Consecuentemente la imagen estelar se desplaza en el plano focal, en ocasiones lo suficiente como para que desaparezca del campo del detector. Esto hace que no se pueda reenfoque la imagen durante la observación.

### **Tubo adaptador de la cámara y ocular de campo.**

Un tubo de 27.5 cm de longitud está ubicado concéntrico con el agujero de la celda del espejo primario en la parte inferior a la misma, a donde está sujetado por seis tornillos de

fijación. En su extremo inferior se ha tallado una rosca del lado externo en la cual se coloca el adaptador de la cámara CCD. Este tubo fue construido en el Taller Mecánico de la Facultad de Cs. Astronómicas y Geofísicas. El tubo sirve además de soporte del ocular de campo.

El diseño y tallado de las piezas ópticas del ocular de campo estuvieron a cargo del Técnico Principal Sr. Alfredo De Palo, del Departamento de Óptica de la Facultad de Cs. Astronómicas y Geofísicas en el año 1997. Se trata de un ocular de Plössl acodado a  $90^\circ$  del eje óptico del telescopio mediante un espejo plano a  $45^\circ$ . La montura del ocular fue construida en el Taller Mecánico por el Sr. Reinhardt Glinshert. Dado que durante la utilización de este ocular, el espejo plano obstruye los rayos que deben incidir sobre el detector, la montura se ha hecho rebatible. Durante la observación debe desplazarse hacia fuera mediante una guía, quedando en posición pasiva. Este ocular facilita notablemente el proceso de centrado de los objetos en la cámara CCD, pues cubre un campo de  $\approx 9'$  de arco, el cual es mucho mayor que el campo de  $1' 54'' \times 2' 50''$  abarcado por la cámara.

El tubo adaptador posee 2 ranuras diametralmente opuestas a 2.5 cm de su parte inferior, a través de las cuales se inserta la regleta de filtros. Se encuentra debajo de la posición del ocular de modo que los filtros no afectan la visión a través de éste.

### **Regleta de filtros.**

La regleta de filtros fue construida a principios de 1998 en el Taller Mecánico por el Sr. Reinhardt Glinshert, con espacio para la colocación de 5 filtros. Tiene una longitud de 42 cm y las ventanas de los filtros son cuadradas de 42 mm de lado. La ubicación de la regleta es tal que la distancia a la que se encuentran los filtros respecto del chip del CCD es aproximadamente de 8 cm.

### **Anteojos buscadores.**

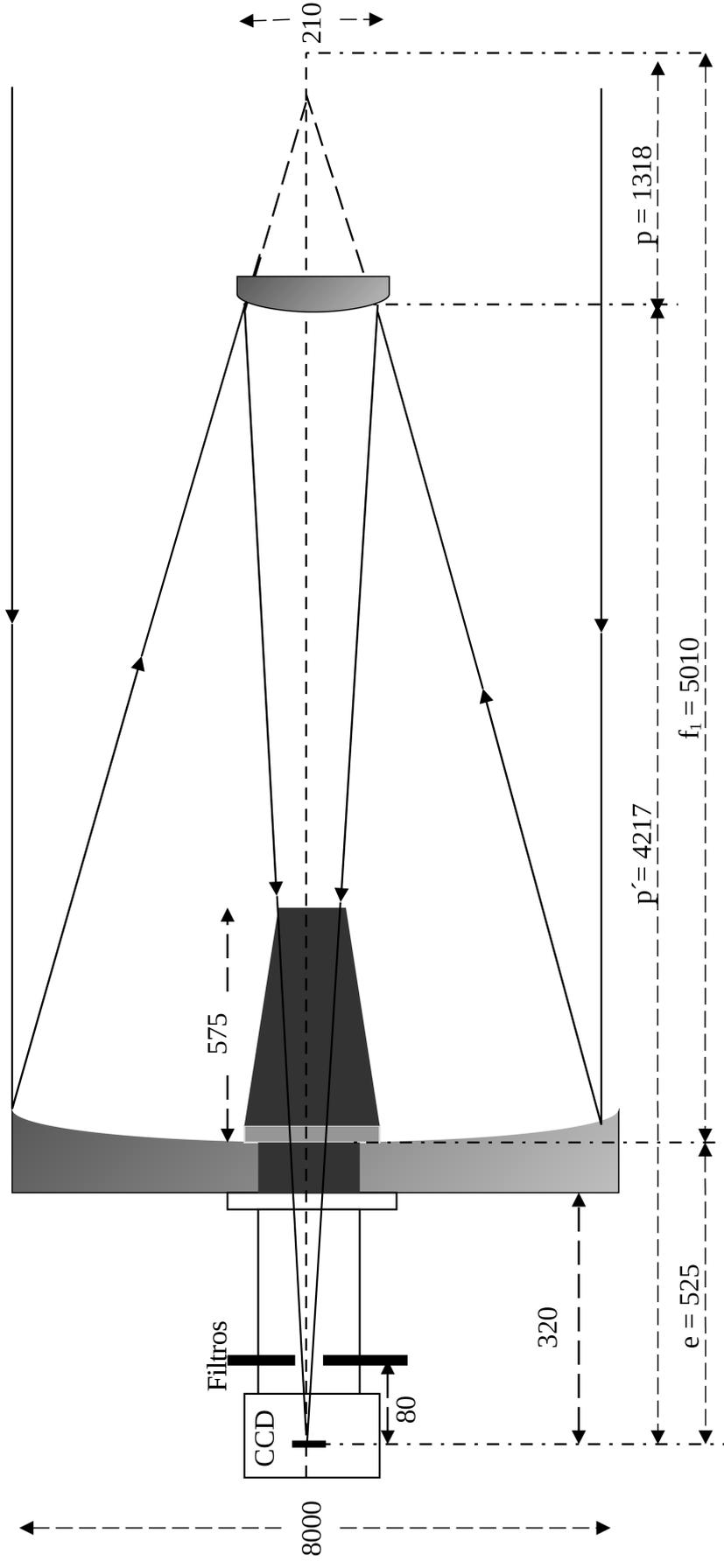
El telescopio reflector cuenta con dos telescopios refractores secundarios que facilitan la búsqueda y calado de los objetos celestes. El mayor de ellos tiene un diámetro de 12 cm y fue construido en el taller de óptica del Observatorio de La Plata. Posee un ocular de Plössl con un retículo en cruz hecho con tela de araña e iluminado con una lamparita de intensidad regulable. El más pequeño es un telescopio Zeiss de 50 mm de abertura y 750 mm de distancia focal. Posee un ocular de  $30 \times$  ( $f = 25$  mm). La calidad de este último es muy inferior al primero, por lo cual prácticamente no se utiliza.

## Parámetros Ópticos

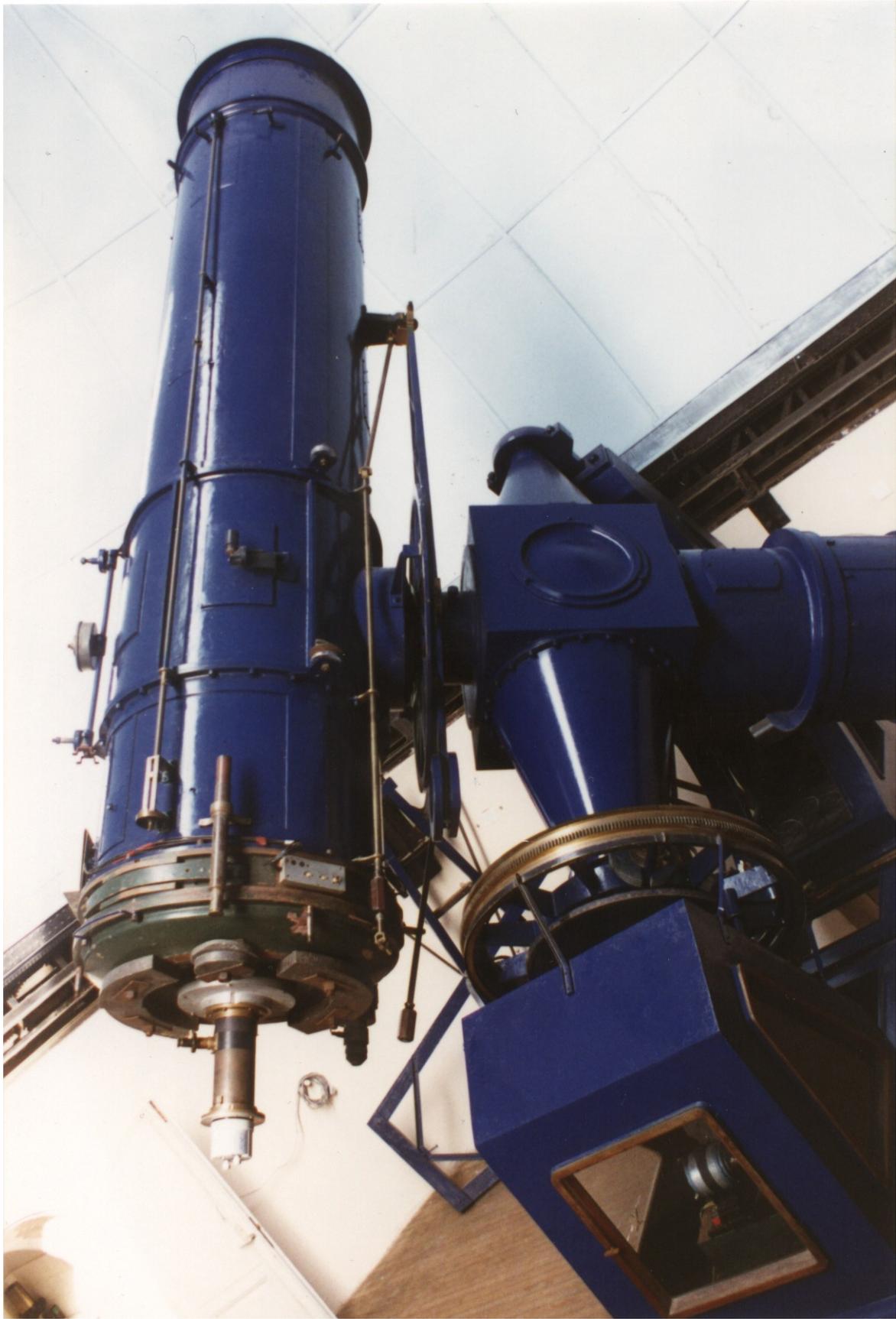
Sistema Óptico Actual	Cassegrain
Diámetro del espejo primario (Zeiss)	0.82 m
Diámetro efectivo del primario: $\Phi_p$	0.80 m
Distancia focal del primario *: $f_1$	5010 mm
Razón focal del primario: $f_1 / \Phi_p$	$f / 6.26$
Diámetro del agujero del primario	140 mm
Diámetro del espejo secundario: $\Phi_s$	0.21 m
Factor de amplificación del secundario: $\gamma = f / f_1$	3.2
Distancia entre espejos *:	$\approx 3.756$ m
Distancia focal del sistema *: $f$	16050 mm
Razón focal del sistema: $f / \Phi_p$	$f / 20.06$
Escala de placa: $206265 / f$	128.5 "/mm
Emergencia focal (desde el vértice del primario hasta el foco): $e$	525 mm
Distancia del espejo secundario al foco primario: $p = (f_1 + e)/(\gamma + 1)$	1318 mm
Distancia del espejo secundario al foco ( <i>Back focal length</i> ): $p' = \gamma \cdot p$	4217 mm
Campo del anteojo buscador (grande):	1° 37' 30"
Longitud del baffle del primario:	550 mm
Diámetro abertura superior del baffle:	100 mm
Diámetro abertura inferior del baffle:	120 mm
Diseño óptico del ocular de campo:	Plössl
Distancia focal del ocular de campo:	50 mm
Aumento del telescopio Reflector + ocular de campo:	320 x
Diámetro del diafragma de campo del ocular:	43 mm
Campo del ocular de campo (en el telescopio Reflector):	9' 20"

\* Datos del cuaderno de observación del Dr. E. Gaviola, consignados en oportunidad del refigurado del espejo secundario (1935).

# Diagrama Óptico



**Fig. 1.4** Diagrama del Sistema Óptico del Telescopio Reflector. Las dimensiones están expresadas en mm. Se muestra además la disposición del baffle en el espejo primario



**Fotografía actual del telescopio reflector Gautier.**

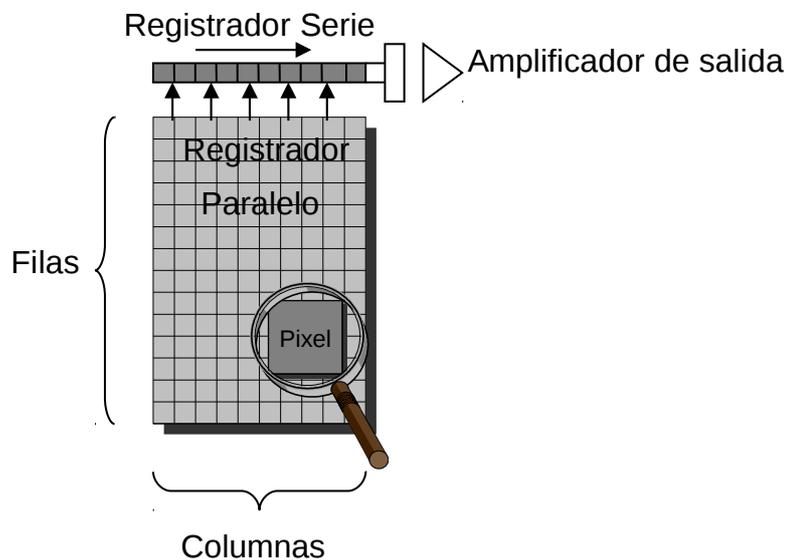
## Capítulo 2

# **Fotometría Diferencial con CCD**

## Conceptos básicos de una cámara CCD

Una cámara CCD (Charge Coupled Device), es un dispositivo electrónico que permite adquirir, reproducir y almacenar imágenes en forma digital, brindando al usuario una información precisa y cuantificada.

Un CCD es un detector óptico formado por varios cientos de miles o millones de fotositos independientes. Los fotositos están conformados por capacitores MOS, constituidos por un sándwich de metal - óxido (de Silicio) - semiconductor (Silicio), de sección cuadrada (los utilizados en televisión suelen ser de sección rectangular), con tamaños que pueden variar, según el CCD, entre 10 y 30  $\mu\text{m}$ , donde se almacenan cargas (electrones) inducidas por los fotones incidentes. Los capacitores MOS son ubicados lado a lado y dispuestos en arreglos rectangulares ó cuadrados como si fuesen elementos de una matriz de m filas por n columnas. La carga acumulada en los fotositos por exposición a la luz, determina un patrón de carga, que se corresponde con el patrón de iluminación de la fuente, conformando así la imagen. Puede decirse que la imagen óptica queda muestreada y transformada en una imagen electrónica espacialmente discreta. La resolución espacial está determinada por el tamaño de los fotositos, también llamados "*pixels*".



**Fig. 2.1.** Esquema de un chip CCD. Las flechas indican la dirección de la transferencia de cargas durante la lectura.

## Exposición a la luz y rango dinámico del CCD

Cuando el CCD es expuesto a la luz, la carga de electrones resultante es recogida en un área bidimensional llamada "*registrator paralelo*". El registrator paralelo consiste de una serie de canales fijos de conducción de electrones. Por medio de barreras permanentes, ó canales de detención, se limita la migración de cargas de un canal al siguiente. Ubicados perpendicularmente a los canales, se encuentran los electrodos o compuertas, los cuales, mediante potenciales eléctricos, establecen regiones de recolección y acumulación de electrones ó pozos de potencial en los canales. Las zonas que poseen potenciales eléctricos más altos que rodean a cada pozo de potencial sirven como barreras para mantener a los fotoelectrones dentro de los mismos. El CCD contiene un segundo registrator, llamado "*registrator serie*", el cual es por sí mismo un CCD unidimensional y juega un importante rol durante la lectura.

La carga puede acumularse o *integrarse* en los pozos de potencial del registrator paralelo, exponiendo el CCD a la luz durante un cierto "*tiempo de exposición*". La cantidad total de carga acumulada es proporcional al producto de la intensidad de luz y del tiempo de integración y está medida en unidades de electrones. Esta "*linealidad*" constituye una de las características más importantes de los detectores CCD. Dado que el número de cargas acumuladas es proporcional al flujo de luz incidente, esto significa que el flujo detectado de una dada fuente es directamente proporcional a la intensidad de la fuente y al tiempo de exposición.

En la práctica, la linealidad está limitada dentro de un rango de flujos de luz. Para baja iluminación, la linealidad no es posible debido principalmente al ruido de lectura. En altos niveles de iluminación, el detector alcanza la "*saturación*", es decir que el pozo de potencial donde se acumulan las cargas se encuentra lleno, conteniendo entre  $10^5$  y  $10^6$  electrones, según el CCD, las cuales comienzan a fugarse a los pozos adyacentes por efectos de repulsión mutua. El rango de flujos en el cual trabaja el CCD se denomina "*rango dinámico del CCD*", el cual puede definirse como la diferencia de señal entre la fuente más brillante y la fuente más débil que pueden registrarse en una dada exposición.

El tiempo de integración es normalmente controlado por un obturador electrónico y las exposiciones pueden variar entre milisegundos y horas, dependiendo principalmente de la intensidad de la fuente de modo que el CCD trabaje siempre dentro del rango dinámico. Cuando se ha acumulado suficiente carga en los pozos de potencial el CCD puede ser leído.

## Lectura del CCD

El cambio de los potenciales de compuerta causa que todos los paquetes de carga almacenados en el registrador paralelo se desplacen una fila (en paralelo) hacia el registrador serie. La carga acumulada en la fila de pixels superior se desplaza desde el registrador paralelo al registrador serie. Ya en el registrador serie, los paquetes de carga son movidos individualmente hacia el amplificador de salida del CCD. El amplificador de salida produce una señal de tensión (analógica) amplificada y medible, que es proporcional a la cantidad de la carga contenida en cada paquete de carga. Esta señal es convertida a una medida digital de intensidad mediante un convertidor analógico digital (A/D). La intensidad resultante es expresada, por lo tanto, en "*unidades analógico - digitales*" ó ADUs.

Una vez que el registrador serie se ha vaciado de carga, se transfiere a él una nueva fila de paquetes de carga desde el registrador paralelo para ser transportado hacia el amplificador de salida. A medida que la carga se va desalojando del registrador paralelo, las filas vacías de pixeles van quedando en la parte inferior del mismo hasta que éste queda completamente vacío de carga completando así el proceso de lectura. Esta información, que ha sido leída en forma ordenada, sobre la cantidad de carga acumulada en cada pixel expresada en ADUs constituye la imagen digitalizada. Puede realizarse entonces una nueva exposición y el proceso se repite. El proceso completo de lectura puede tomar unos escasos segundos. Con el fin de prevenir alteraciones en la imagen, debe ser bloqueada la radiación incidente durante el proceso de lectura. Para esto se utiliza el obturador electrónico.

## Unidades analógico digitales (ADUs)

El CCD y todas las lecturas del CCD son descriptas como matrices de pixels donde las columnas y las filas tienen valores máximos fijos que están determinados por el tamaño del CCD. El tamaño de la imagen está especificado en términos del número de columnas y filas.

Cuando una imagen recientemente adquirida es digitalizada, el convertidor A/D asigna un valor en ADUs a cada pixel. Este valor en ADUs, ó intensidad del pixel, es proporcional al número de electrones acumulados en cada pixel (que no puede exceder la capacidad máxima especificada del CCD) y puede tomar valores dentro de un rango que depende de cada CCD. Los CCD utilizados en aplicaciones astronómicas utilizan precisiones de: 12 bit (0 a 4095 ADUs), 14 bit (0 a 16383 ADUs) ó 16 bit (0 a 65535 ADUs). Estos valores constituyen lo que

se denomina la "*profundidad del pixel*", e indican la cantidad de niveles de intensidad en los que puede dividirse el rango dinámico de cada pixel, por ejemplo, para una precisión de 12 bits, se tienen 4096 valores posibles de intensidad, siendo 0 ADU el valor mínimo registrable y 4095 ADU el valor máximo. En el caso en que el pixel se encuentre saturado, ya no habrá más capacidad para almacenar cargas en su pozo de potencial. Por lo tanto, cualquier exceso de iluminación no podrá ser registrado de modo que el valor de intensidad para este pixel seguirá siendo 4095 ADU.

## **Eficiencia en la transferencia de carga y ruido de lectura del CCD**

La calidad de un CCD depende, entre otras cosas, de la eficiencia en la transferencia de carga desde el fotosito hasta el amplificador de salida. A medida que el paquete de cargas se mueve a lo largo del CCD, una cierta fracción de este paquete se queda atrás en cada transferencia. Dado que la carga de los pozos está ubicada lejos de éste, debe sobrellevar muchos cientos de transferencias, la "*eficiencia de transferencia de carga CTE*" es de importancia. La CTE se define como

$$CTE = 1 - \frac{N_0 - N_t}{N_0}$$

donde  $N_0$  es el número de cargas en un dado fotosito y  $N_t$  es el número de cargas que han sido transferidas al fotosito siguiente luego de la transferencia. Se sabe que la eficiencia de transferencia depende de la temperatura. A temperaturas extremadamente bajas la movilidad de las cargas disminuye y esto afecta la transferencia. Un CCD de grado científico debe poseer una CTE superior a 0.99999.  $CTE = 1$  corresponde a un CCD con transporte perfecto.

Para hacer una estimación del "*ruido de lectura del CCD*" debe tenerse en cuenta que la ineficiencia de transferencia varía en forma aleatoria como una función de la cantidad de cargas transportadas  $N$ , del número de transferencias realizadas  $n$  y del factor de ineficiencia de transferencia ( $1 - CTE$ ). Suponiendo que cada transferencia es independiente, el ruido, expresado en unidades de electrones, viene dado por

$$\sigma = \sqrt{2 \cdot (1 - CTE) \cdot n \cdot N}$$

## **Ganancia**

La ganancia  $G$  de un sistema CCD está definida como el número de unidades analógico-digitales (ADU) asignados por el convertidor A/D a cada electrón de carga

acumulada. Para un valor de ganancia  $G$  del sistema, a cada electrón le corresponderá una cantidad  $G$  de ADUs. La mayoría de los CCD de aplicación astronómica permiten seleccionar entre diferentes valores de ganancia. Generalmente se dispone de un valor alto y un valor bajo de ganancia, que deben utilizarse según las características de brillo de la fuente a observar y los tiempos de exposición convenientes. Una ganancia baja, otorga un rango dinámico de trabajo más amplio, siendo aconsejable cuando se observan fuentes relativamente brillantes. Si la ganancia es alta, el rango dinámico es menor dado que el convertidor A/D saturará mucho antes de que el pozo de potencial se sature de cargas. Sin embargo, una ganancia alta favorece la detección de objetos débiles y la medición del ruido. Para producir imágenes con alta resolución de señal en condiciones de bajo nivel de iluminación se usan valores altos de ganancia.

Siempre que se trabaje en la zona de linealidad del CCD, el rango dinámico, la medida del ruido y los tiempos de exposición diferirán en un factor de escala igual a la relación entre las ganancias. Por ejemplo, para un factor base de amplificación de ganancia se tiene un determinado tiempo de exposición para una fuente, mientras que con una ganancia  $G$ , el tiempo de exposición será  $G$  veces menor para producir la misma respuesta, aunque el nivel de ruido será  $G$  veces mayor.

## **Corriente de oscuridad**

Aún cuando el CCD esté ubicado en completa oscuridad, puede observarse una señal en la salida del detector. Esta señal es el resultado de cargas creadas en el silicio de los capacitores MOS debido a la agitación térmica de la red cristalina.

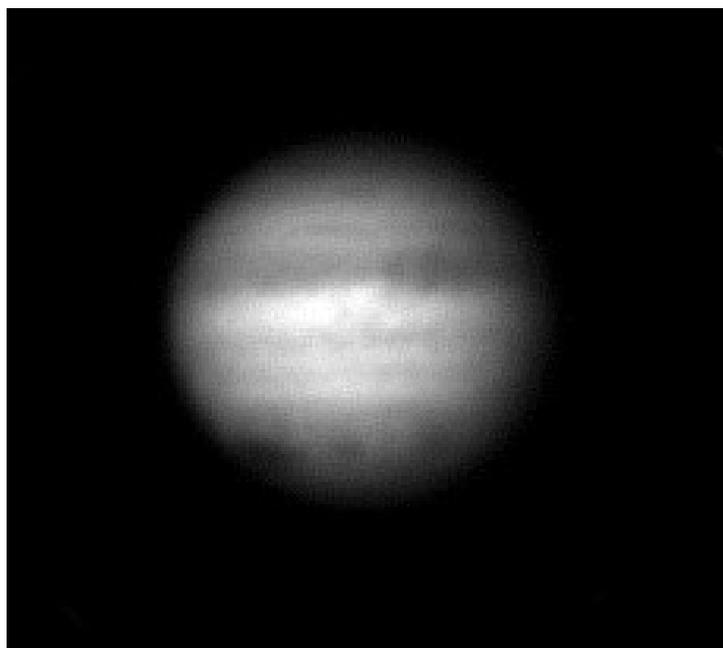
Las cargas de origen térmico son creadas tanto en los fotositos como en los registradores de transferencia. Al igual que las cargas producidas por iluminación, la cantidad de cargas de origen térmico acumuladas depende del tiempo de integración. La tasa de producción de cargas térmicas a una temperatura se denomina "*corriente de oscuridad*" y a temperatura ambiente es tal que, un CCD estándar en oscuridad se satura luego de unos pocos segundos de integración. La corriente de oscuridad se especifica para cada CCD en unidades de electrones/seg/pixel. Esta corriente de oscuridad se hace despreciable al enfriar el CCD a una temperatura de alrededor de  $-50$  a  $-150$  °C. La variación en la generación de cargas térmicas de un pixel a otro es una fuente de ruido en la imagen. Es posible eliminarlo

sustrayendo de la imagen original una imagen obtenida en idénticas condiciones pero en oscuridad denominada mapa de oscuridad ó "*dark map*".

La sustracción de los "*darks*" de una imagen estelar asociada debe llevarse a cabo siempre que la temperatura del CCD no sea suficientemente baja. Por ello, se hace necesario incorporar al CCD un sistema de refrigeración que disminuya la temperatura del mismo a valores convenientes como para hacer despreciable la producción de cargas térmicas durante la exposición. Debe tenerse cuidado de no disminuir la capacidad de movilidad de las cargas para no afectar así la transferencia y aumentar en consecuencia el ruido de lectura.

## La cámara CCD "*STAR I*"

En 1993, la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (UNLP), en conjunto con el PROFOEG (Programa de Fotometría y Estructura Galáctica), la Dra. Virpi Niemela y el Dr. Juan Carlos Forte, adquirió una cámara CCD, la cual fue instalada en el Telescopio Reflector en junio de 1994, haciéndose la primera luz el 30/06/94. Se trata del sistema de cámara CCD *STAR I* de Photometrics.



**Imagen 2.1.** Una de las primeras imágenes obtenidas con la cámara CCD en el telescopio reflector. Se trata de una imagen de Júpiter, del 22 de julio de 1994, con motivo de los impactos de los fragmentos del cometa Shoemaker-Levy 9 contra su superficie. Los rastros de los impactos se ven como manchas oscuras en la parte inferior de la imagen.

Las primeras observaciones realizadas con la cámara CCD en el Telescopio Reflector se hicieron en ocasión de la colisión del cometa Shoemaker-Levy 9 con el planeta Júpiter. La Imagen 2.1 es una imagen de Júpiter adquirida el 22 de julio de 1994. Debido a que el cometa se había fragmentado antes de la colisión, los impactos de los distintos fragmentos fueron dejando distintas marcas sobre la superficie gaseosa de Júpiter. Las marcas de los diversos impactos aparecen como manchas oscuras en la parte inferior de la Imagen 2.1.

## Descripción de los componentes de la cámara

- **Cabezal de la cámara:** El corazón del cabezal de la cámara está constituido por un detector CCD de grado científico de 384 x 576 pixels. Cada pixel es cuadrado de 23  $\mu\text{m}$  de lado, con una capacidad a pozo completo de 250000 electrones y un ruido típico de lectura de 25 electrones. El cabezal es enfriado termoeléctricamente y regulado para operar a una temperatura de  $-45^\circ\text{C}$ . El enfriamiento reduce la corriente de oscuridad hasta aproximadamente 15 electrones/seg por cada pixel.  
El cabezal de la cámara dispone de un adaptador construido en el taller mecánico del Observatorio que permite su fijación al telescopio mediante un sistema de rosca.
- **Unidad de circulación de líquido refrigerante (LC200):** Hace circular líquido refrigerante, consistente de 50% de agua destilada + 50% de ethylene glycol (anticongelante), a través del cabezal de la cámara para disipar el calor generado por el refrigerador termoeléctrico.
- **Controladora de la cámara:** Provee el suministro de potencia de la cámara y contiene la electrónica y la memoria RAM usada para digitalizar y almacenar temporalmente una imagen. La controladora de la cámara permite operar el cabezal de la cámara hasta una distancia de 3 m. Consecuentemente el equipo, y por tanto el observador deben permanecer cerca del telescopio.
- **Monitor:** El equipo dispone de un monitor monocromo, con un convertidor A/D de 8 bits de profundidad, de modo que despliega la imagen obtenida luego de la exposición pero

sólo con una definición de 256 niveles de gris. Para producir un despliegue de óptimo contraste de una imagen, debe seleccionarse el rango de valores de los pixels que comprende la imagen, comprimiendo o expandiendo este rango hasta completar los 256 niveles de gris. Permite además la visualización de varios parámetros de funcionamiento de la cámara (temperatura, tipo de exposición, tiempo de exposición, nivel de despliegue, etc.).

- **Mouse:** Permite el manejo y accionamiento de los controles desplegados en el monitor.

Con esta configuración el equipo puede funcionar correctamente, aunque con una capacidad muy limitada del manejo y manipulación de imágenes, ya que no existe unidad de almacenamiento de la información. Para ello es necesario un equipo adicional.

### **Equipo adicional disponible**

- **Computadora:** Se dispone actualmente de una computadora personal con microprocesador Pentium-S de 100 MHz, 16 Mbytes de memoria RAM, disco rígido de 2 Gbytes y periféricos: teclado, mouse y monitor color de 14". En ella se ha instalado la interface de comunicación con la controladora de la cámara. Posee instalados dos sistemas operativos alternativos: Linux y DOS (incluyendo Windows 3.11).
- **Interface IEEE-488:** La cámara STAR I puede ser controlada desde una computadora (Intel 80286 o superior), comunicando a ésta con la controladora de la cámara a través de una interface IEEE-488, que consta de una placa y el cable de conexión. Es una interface en paralelo, que permite una rápida transferencia de información desde la controladora hacia la computadora, contrariamente a cualquier interface en serie.
- **Software para el procesamiento de imágenes STAR I:** Una vez instalada en la computadora la interface IEEE-488 junto con el software, el programa STAR I permite la adquisición, manejo y almacenamiento de imágenes. La versión disponible funciona bajo *Microsoft Windows 3.1* o superior.

## Especificaciones Generales del CCD "STAR I"

Arreglo del chip:	384 x 576 pixels
Tamaño de cada pixel:	23 $\mu\text{m}$ x 23 $\mu\text{m}$
Tamaño del chip:	$\approx$ 8.83 mm x 13.25 mm
Escala (en este telescopio):	0.296 "/pix = 12.87 "/mm
Campo (en este telescopio):	1' 54" x 2' 50"
Capacidad máxima de electrones por pixel	$\approx$ 250000
Precisión del convertidor A/D:	12 bits (0-4095 ADUs)
Tiempo de lectura:	2.28 seg
Ruido de lectura (típico):	25 electrones
Enfriamiento:	termoeléctrico regulado a -45 °C
Corriente de oscuridad:	$\approx$ 15 electrones/seg./pix (a -45°C)
Ganancia 1:	50 electrones/ADU
Ganancia 4:	12.5 electrones/ADU

## Calibración de imágenes CCD

La óptima operación de una cámara CCD requiere de una serie de correcciones que deben realizarse a la imagen, antes de proceder a efectuar cualquier tipo de medición sobre ella. Hay dos tipos de correcciones:

- Correcciones por efectos aditivos: se deben a señales parásitas que se mezclan con la señal normal. Los más destacados son el *bias* y la corriente de oscuridad. Aún si las cargas de origen térmico han sido casi eliminadas mediante una buena refrigeración del CCD, aparece en la imagen una señal continua de origen intrínseco debida, por ejemplo a luz emitida por el amplificador de salida (electroluminiscencia), etc.

- Correcciones por efectos multiplicativos: resultan de variaciones en la sensibilidad de un pixel a otro. (Corresponde a la variación de la ganancia del detector a lo largo de su superficie). La cantidad de señal detectada puede también depender de la regularidad del espesor del sustrato, del viñeteo óptico, de variaciones de iluminación de fondo, etc.

Ambos efectos introducen ruido espacial en la imagen (que no debe confundirse con el ruido temporal, que introduce una variación al azar de la señal en el tiempo). El ruido espacial fundamentalmente limita la calidad de detección del CCD. Así las variaciones entre pixels de la corriente de oscuridad producen un ruido espacial de alta frecuencia y, por ejemplo, si la imagen de una estrella fuera puntiaguda y débil podría perderse fácilmente en el ruido. También cuando se observa un objeto extendido, la estructura real del objeto puede perderse en las variaciones de baja señal causadas por el viñeteo óptico (ruido de baja frecuencia).

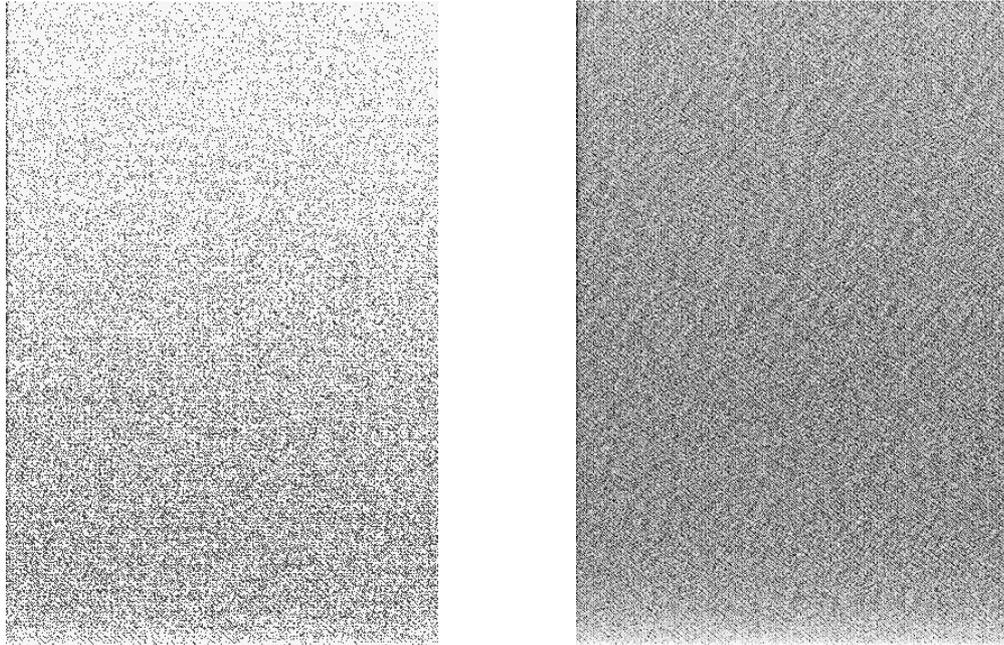
Para realizar ambas correcciones, es necesario sustraer a la imagen cruda, una imagen que se aproxime al efecto aditivo de los *bias* y de la corriente de oscuridad, y dividir el resultado por una imagen que compense los efectos multiplicativos de la variación de sensibilidad e iluminación.

### Corrección por *bias*

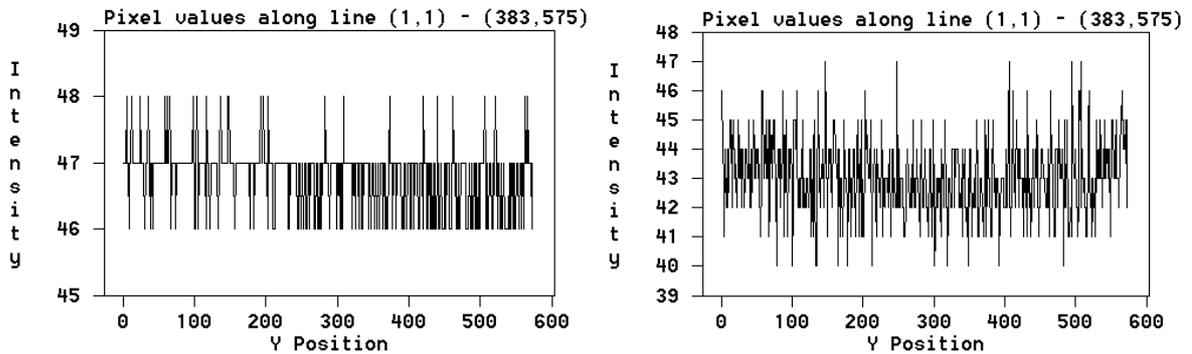
Los "*bias*" son imágenes obtenidas con tiempo de exposición cero. La imagen resultante consiste simplemente en una lectura del nivel de carga previa ("*preflash*") ó nivel de pedestal que posee cada pixel antes de una exposición ordinaria. El origen de esta señal de pedestal es en parte térmico, en parte por cargas residuales y en parte por acumulación espontánea de carga. Un *bias* normal, debe presentar una distribución espacial al azar de carga, con excepción de algunos pixels aislados que suelen aparecer mal refrigerados. De esta manera, con una simple sustracción del *bias* a la imagen en estudio, puede eliminarse esta señal de ruido previa. Entendiendo a la imagen como una matriz que especifica la intensidad de cada elemento, podemos llamar  $I(x,y)$  a la imagen a corregir y  $B(x,y)$  al *bias*. Entonces la imagen corregida será

$$(1) \quad I'(x,y) = I(x,y) - B(x,y)$$

Es conveniente tomar un conjunto de imágenes *bias* cada noche de observación, tanto al comienzo como al final de la noche, y luego combinarlos mediante procesos estadísticos.



**Imagen 2.2. Dos *bias* combinados con despliegue óptimo (no lineal). La imagen de la izquierda tiene ganancia 1 y la derecha ganancia 4.**



**Fig. 2.2. Gráfico de los valores de intensidad de los pixels en cada imagen a lo largo de una línea diagonal.**

En la Imagen 2.2 se muestra el resultado de la combinación de varias imágenes *bias*. La imagen izquierda es el promedio de 5 *bias* adquiridos con ganancia 1 y la derecha es el promedio de 5 *bias* adquiridos con ganancia 4. Ambas imágenes se presentan en un modo de despliegue óptimo (no lineal) para permitir la mejor visualización de las diferencias de intensidad. La franja más brillante que se destaca en la imagen derecha es producida seguramente por electroluminiscencia del amplificador.

Debajo, en la Fig. 2.2, se muestran los valores de intensidad de los pixels de cada una de las Imágenes 2.2 a lo largo de una línea diagonal que va desde el extremo superior izquierdo de la imagen hasta el extremo inferior derecho. Puede notarse que el *bias* con ganancia 1

presenta una variación de intensidades de apenas 2 ADUs, mientras que el *bias* de ganancia 4 muestra un rango de variación de intensidad 4 veces mayor. Esto indica que el nivel de ruido de precarga es mayor si se trabaja con ganancia 4.

Sin embargo, dado que se trata básicamente de una lectura del estado de chip, si el ruido de lectura del CCD es grande, la sustracción del *bias* aumentará aún más el ruido en la imagen a corregir. En este caso, debe tomarse un número considerable de *bias*. Cuando el ruido de lectura es, por ejemplo menor que 3 ADU, bastará con tomar unas 10 imágenes *bias*.

## Corrección por corriente de oscuridad

Cuando se opera el CCD a temperaturas poco convenientes, se obtiene una señal térmica que se agrega a la señal producida por la fuente observada. Dado que el ruido de lectura es comúnmente más tenue, el ruido espacial dominante proviene de la corriente de oscuridad.

Un método simple y eficiente de eliminar este efecto, es obtener una imagen en completa oscuridad, denominada "*dark map*" ó simplemente "*dark*", con la misma temperatura de operación y la misma exposición que la imagen a ser corregida. Entonces debemos sustraer este *dark-map* de la misma manera en que se lo hizo con el *bias* (ecuación [1]).

El *dark* se obtiene manteniendo el obturador de la cámara cerrado y tomando una exposición larga, generalmente con el tiempo de exposición más largo utilizado en las imágenes del programa. En condiciones normales basta con tomar unos pocos *darks* al comienzo de la noche y luego adquirir otros a lo largo y al final de la noche, previendo posibles variaciones térmicas durante la observación. Nótese que un *dark* con una exposición breve no debería diferir demasiado de un *bias*. Aún más, si el CCD trabaja en óptimas condiciones térmicas, esto tampoco debería ocurrir aún para exposiciones largas.

## Corrección por campo plano

La sensibilidad relativa de los pixels individuales que forman el chip del CCD no es constante, y esto se observa cuando el detector es sometido a una iluminación uniforme. La imagen resultante presenta un ruido espacial debido a que los pixels adyacentes no reaccionan de la misma manera ante idénticos flujos incidentes. Las variaciones locales se deben a problemas en la fabricación del CCD y constituyen lo que se denomina "*defectos de cosmética*" del CCD. Las características físicas del silicio cambian de acuerdo a la parte del chip que se

considere. En el caso de los CCD delgados, la respuesta cuántica está fuertemente ligada al espesor del silicio y este parámetro es difícil de controlar durante el proceso de fabricación. Las variaciones en sensibilidad pueden alcanzar el 1 ó 2 % sobre la matriz, lo cual está lejos de ser despreciable cuando se observan objetos extremadamente débiles o cuando se hace fotometría.

A los defectos de cosmética del CCD debemos agregar otras causas que son externas a la falta de uniformidad de la sensibilidad, tales como el viñeteo óptico ó las variaciones de iluminación provocadas por el polvo sobre la ventana del CCD y los filtros, gradientes en el brillo de fondo, etc.

Todos estos defectos pueden corregirse dividiendo la imagen adquirida (previa sustracción de *bias* y *darks*) por otra imagen obtenida con un fondo de cielo brillante y uniforme denominada "*flat-field*" o imagen de "*campo plano*". Por lo tanto, si  $I(x,y)$  es la imagen a corregir y  $F(x,y)$  es el flat-field, entonces la imagen corregida será

$$(2) \quad E(x,y) = K \cdot \frac{I(x,y)}{F(x,y)}$$

donde  $K$  es un coeficiente multiplicativo que permite recuperar el nivel inicial de la imagen procesada. El valor de  $K$  puede tomarse como la intensidad promedio del "*flat-field*", o mediante algún otro algoritmo estadístico como la mediana. Si además se corrige la imagen por *bias* o *dark* ( $B(x,y)$ ), la expresión para el procesamiento de la imagen será

$$(3) \quad E(x,y) = K \cdot \frac{I(x,y) - B(x,y)}{F(x,y) - B(x,y)}$$

Es absolutamente esencial que el flat-field sea adquirido en condiciones idénticas a la imagen que va a ser procesada, incluyendo el filtro. El método más simple y seguro de obtener un "*flat-field*" es apuntar el telescopio al cielo durante el crepúsculo ó el alba. El cielo está entonces suficientemente brillante como para dar una señal de imagen apreciable, aún con una integración inferior a los 30 segundos. Bajo estas condiciones el ruido térmico será despreciable, y la señal del fondo del cielo enmascarará a las estrellas. El periodo de tiempo ideal dentro del cual pueden hacerse los flat-fields es muy corto (no mayor que media hora). Si hay demasiada luz del cielo, el CCD se saturará, y si está demasiado oscuro, las exposiciones serán demasiado largas y comenzarán a aparecer las estrellas. Los flat-fields obtenidos por iluminación del cielo suelen llamarse "*flat de cielo*" ó "*twilight-flats*". Debe cuidarse de adquirir los "*twilight-flats*" apuntando el telescopio hacia el lado contrario al sol, para evitar la

polarización y los grandes gradientes de luminosidad producidos en esa dirección del cielo, además de los reflejos de luz producidos en las adyacencias (tubo del telescopio, bordes de la abertura de la cúpula, etc.).

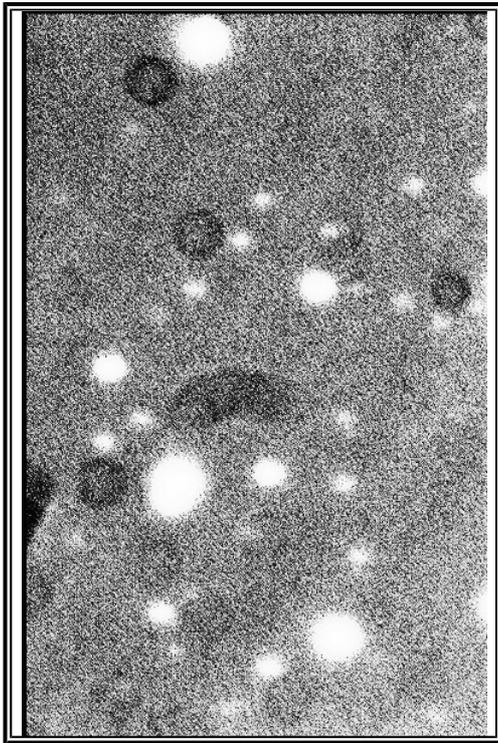
Otra forma de adquirir los flat-fields es apuntando el telescopio a una pantalla difusora blanca (ó tal vez directamente al revestimiento interior de la cúpula), iluminada por lámparas de modo tal que se tenga una iluminación uniforme. Estos flat-fields suelen llamarse "*flat de cúpula*" ó "*dome-flats*". Sin embargo, suelen aparecer diferencias en la respuesta de iluminación entre los "*dome-flats*" y los "*twilight-flats*", debido a gradientes de iluminación de las lámparas que iluminan la pantalla. Por ello siempre que sea posible es aconsejable la adquisición de "*twilight-flats*".

A modo de ilustración se muestra en la Imagen 2.3 un "*flat-field*" ("*twilight-flat*") resultado de la combinación de 10 "*flat-fields*" obtenidos al alba, sin filtro, en ganancia 4 y con exposiciones entre 1.5 y 6 seg. Puede apreciarse un patrón de franjas en forma de arcos circulares y una serie de círculos oscuros de diversa intensidad dispersos en toda la imagen. El primero constituye la cosmética del CCD, es decir la variación en la sensibilidad de los pixels en toda la extensión del chip. Los círculos oscuros son sombras correspondientes a los patrones de difracción producidos por partículas de polvo depositadas sobre la ventana de cuarzo que protege al chip del CCD. Estas sombras presentan la forma de la abertura superior del tubo del telescopio, por donde entra luz directa, y por ello tienen forma circular. El punto central más brillante de estas manchas de difracción corresponde a la imagen de la montura del espejo secundario, que obstruye en parte la entrada de luz directa proveniente desde la abertura del tubo. En el *flat-field* puede verse otra sombra de forma alargada producida seguramente por algún palillo volátil. La cantidad y ubicación de manchas por granos de polvo varían constantemente, principalmente por la presencia de árboles muy allegados a la cúpula que liberan incesantemente polvillo dentro de ella. La colocación del baffle disminuyó notablemente el tamaño de las sombras producidas por el polvo.

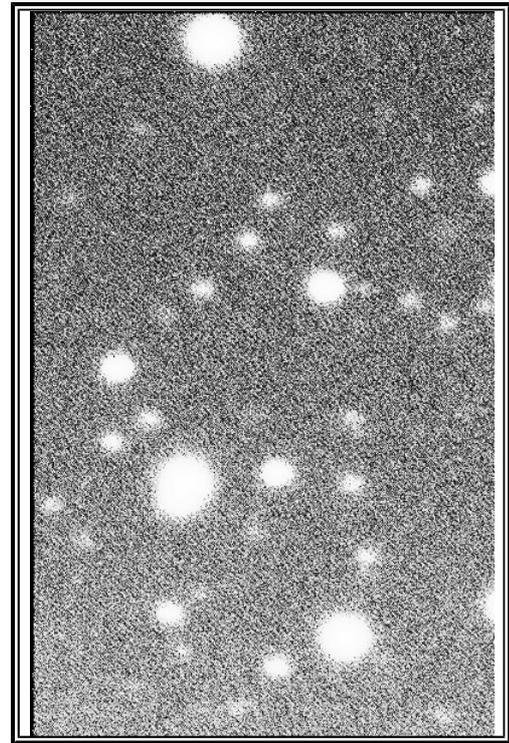
En la Imagen 2.4.a) se muestra una imagen sin procesar de un campo estelar que contiene a la estrella Wolf-Rayet WR10. A la derecha, se muestra la misma imagen corregida por sustracción de *bias* y división por el *flat-field* de la Imagen 2.3. La constante de escala K se tomó igual a la intensidad promedio del *flat-field*. Puede verse que los efectos del polvo y de la cosmética del CCD han desaparecido casi por completo.



Imagen 2.3. "Flat-field" resultante de la combinación de 10 *flat-fields*, sin filtro, en ganancia 4 y con exposiciones entre 1.5 y 6 seg. El patrón de franjas en forma de arcos circulares constituye la cosmética del CCD. Los círculos oscuros son producidos por partículas de polvo depositadas sobre la ventana del chip.



a



b

Imagen 2.4. a) Imagen sin procesar de un campo estelar que contiene a la estrella Wolf-Rayet WR10 (A.R. = 07h 59m 37s,  $\delta = -28^\circ 44' 00''$ ). Exposición 40 seg, ganancia 4, sin filtro. b) La misma imagen corregida por sustracción de *bias* y división por el *flat-field* de la Imagen 2.3. Notar que los efectos del polvo y de la cosmética del CCD han desaparecido casi por completo.

## Imagen estelar observada

La atmósfera de la tierra influye en las observaciones astronómicas hechas desde la superficie terrestre cambiando la dirección del haz de luz debido a variaciones del índice de refracción en zonas turbulentas de la atmósfera. Las fluctuaciones al azar en la dirección de la luz estelar producen el efecto denominado "*seeing*".

La forma de la imagen estelar observada a través de un telescopio con bastante aumento, generalmente no se corresponde con el patrón de difracción teórico.

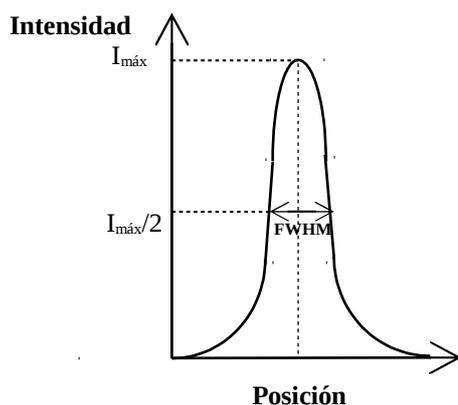


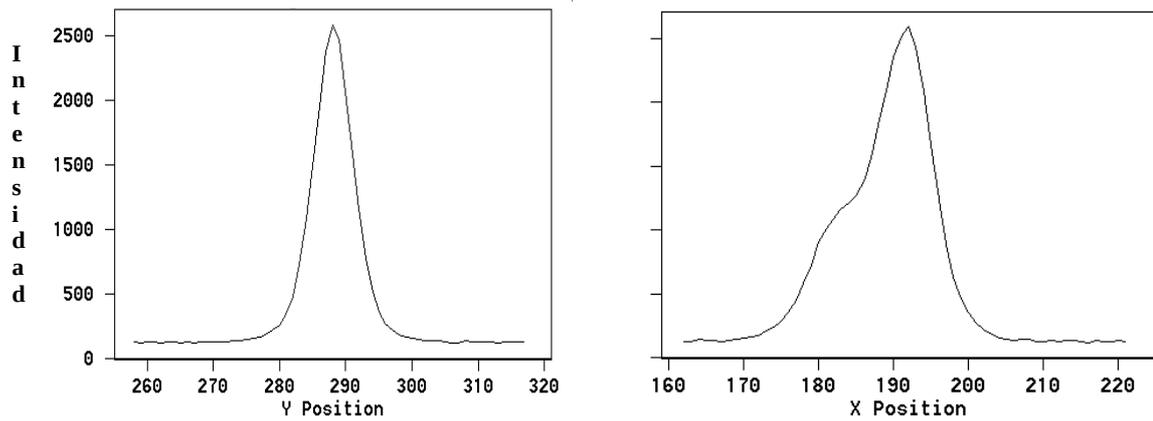
Fig.2.3. Perfil de una imagen estelar debido al *seeing*.

El perfil de una imagen estelar consta de tres partes. En el centro es un disco aproximadamente uniforme, rodeado por una región con una rápida caída de brillo. Esta porción es el disco del "*seeing*". Su límite exterior muestra una rápida caída de brillo. Luego, la pendiente se hace moderada y decrece inversamente proporcional al cuadrado de la distancia al centro de la imagen. Esta zona se denomina aureola ó halo y puede deberse a luz difractada por imperfecciones ópticas del telescopio, y por polvo y aerosoles de la atmósfera. La forma del perfil no tiene una expresión analítica.

Además del *seeing*, los defectos ópticos, la precisión del enfoque y los errores de la relojería son algunas de las otras causas que afectan la forma de la imagen estelar en el plano focal. El propio CCD contribuye a través del fenómeno de difusión de cargas y por el muestreo debido al tamaño finito de los pixels.

Una manera de cuantificar el ensanchamiento de una imagen estelar es especificando el valor del ancho del perfil correspondiente a la mitad de su intensidad máxima. Esta cantidad se denomina "ancho mitad" ó FWHM (*Full Width at Half Maximum*).

La Fig. 2.4 muestra un corte de la imagen de la estrella HD 35734 de la Imagen 2.5.



**Fig. 2.4. Corte de la imagen estelar de la Imagen 2.5. La figura de la izquierda representa un corte a lo largo del eje vertical y el de la derecha corresponde a un corte a lo largo del eje horizontal. La pequeña panza es debida a defectos en la relojería.**

La figura de la izquierda representa un corte a lo largo del eje horizontal. Puede verse un perfil similar a la Fig. 2.3. La forma tan aguda de la punta del perfil se debe al hecho de que la imagen está espacialmente discretizada y no se ha hecho ninguna interpolación para llenar los espacios entre pixels. El gráfico de la derecha corresponde a un corte a lo largo del eje vertical. Puede apreciarse una pequeña panza a la izquierda del máximo debida a un desplazamiento de la imagen por defectos en la relojería. Los anchos medidos en ambos perfiles son  $FWHM_x = 7$  pixels  $\approx 2''$  arco y  $FWHM_y = 10$  pixels  $\approx 3''$  arco.

En ocasiones se han observado en La Plata anchos de  $\approx 1''$ , aunque no es lo habitual. Los valores típicos para los anchos de los perfiles obtenidos con el telescopio reflector son del orden de entre  $2''$  y  $3''$  de arco. A veces los valores son mayores, pero no debido exclusivamente al *seeing* sino a una combinación de efectos. Uno de ellos es, como ya se dijo, producido por los defectos en el arrastre del telescopio. Otro es producido por imprecisiones en el enfoque de la imagen. Debe mencionarse que si bien periódicamente se hacen correcciones de foco, el sistema mecánico de movimiento del espejo secundario presenta irregularidades que a veces producen un brusco desplazamiento de la imagen, llevándola generalmente fuera del campo del CCD. Esto implica a su vez un nuevo apuntamiento del objeto con una consecuente gran pérdida de tiempo de observación. Por lo tanto, aún en el caso en que el foco logrado sea aproximado, es conveniente continuar con las observaciones. Este problema no es demasiado crítico cuando se hace fotometría de apertura, ya que los diafragmas de medición que se utilizan son considerablemente mayores que el FWHM de los perfiles. Por supuesto esto vale si los campos estelares no están densamente poblados.

## Medición del flujo de una fuente

Si el flujo  $F^*$  proveniente de una estrella es expresado en las unidades adecuadas, podemos calcular la magnitud instrumental  $M_{\text{Instr.}}$  a partir de la ley de Pogson

$$(4) \quad M_{\text{Instr.}} = -2.5 \log F^* + C$$

donde la constante  $C$  es por ahora un valor arbitrario que permitirá ajustar, entre otras cosas, las unidades del flujo.

El problema es determinar el flujo  $F^*$  de la imagen estelar. La información del flujo generalmente está dispersa sobre muchos pixels. Hay por lo tanto dos métodos básicos de medición de flujos:

- a) Fotometría de apertura
- b) Ajuste matemático del perfil de la imagen estelar mediante la PSF.

El método de la PSF consiste en el ajuste de una función matemática denominada la "*point spread function*" a la distribución de brillo bidimensional producida en el detector por una imagen no resuelta tal como la de una estrella. La expresión analítica de la PSF, desarrollada por reducción de imágenes fotográficas linealizadas, puede integrarse numéricamente sobre el área de cada pixel de una imagen estelar, de modo que los efectos del tamaño finito de los pixels son minimizados.

Este método es de importancia cuando se efectúa la fotometría de campos estelares poblados, como por ejemplo en cúmulos estelares, en los cuales las estrellas están separadas por apenas unos pocos FWHM. En estos casos, la PSF se obtiene empíricamente para cada imagen. Programas como DAOPHOT permiten efectuar este tipo de fotometría.

Sin embargo, en el caso de campos estelares poco poblados, es muchas veces preferible la fotometría de apertura, principalmente en el caso del telescopio reflector de La Plata, en el cual la escala de placa resultante sobre el detector es grande y donde se producen desplazamientos de la imagen estelar por problemas del mecanismo de arrastre. Estos últimos hacen que la imagen observada no presente en general una simetría perfectamente circular sino que aparece con estiramientos. Por otro lado, la gran escala de placa obtenida sobre el chip del CCD ( $\approx 0.3''/\text{pixel}$ ) hace que la imagen resulte sobremuestreada. Por ello, en lo subsiguiente se empleará fotometría de apertura.

## Fotometría de apertura

La señal producida por una estrella se integra sobre un área que incluye la zona de radiación de la estrella. Usualmente la superficie de medición tiene un contorno circular, aunque podría ser de forma rectangular o poligonal siempre que contenga la totalidad del flujo de la fuente. Hablamos entonces de fotometría de síntesis de apertura por analogía con la fotometría fotoeléctrica en la cual la estrella es aislada de su entorno por medio de un diafragma circular. La integración se lleva a cabo simplemente sumando la intensidad de todos los pixels que se encuentran dentro del área de medición.

## La determinación del cielo

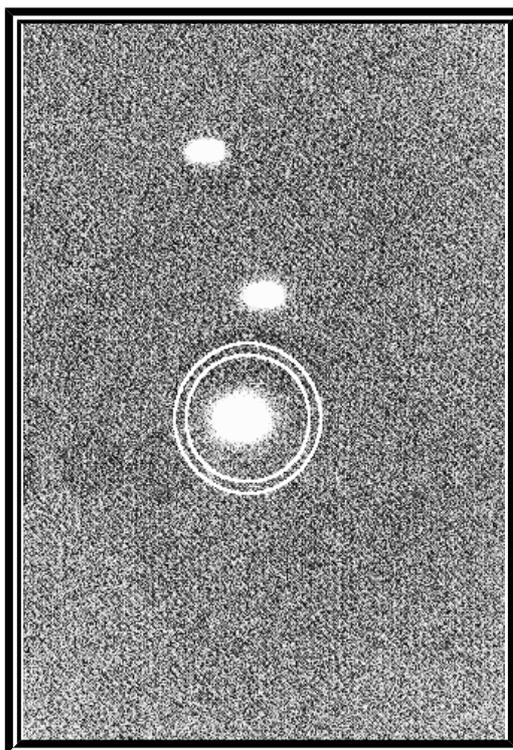
El flujo del fondo del cielo contribuye en la medición del flujo de la estrella, ya que ambos se encuentran superpuestos. Para tomar en cuenta esta cantidad, se debe adoptar una zona de medición a un lado de la estrella, y se determina la contribución del cielo solamente. Si  $F_T$  es el flujo total medido sobre la estrella y  $F_C$  es el flujo registrado sobre el cielo de fondo, la contribución propia de la estrella será

$$(5) \quad F^* = F_T - F_C.$$

Dado que estamos trabajando con un CCD, las unidades de este flujo quedarán naturalmente expresadas en ADUs. Para detectores bidimensionales, el método estándar para la determinación del cielo o del fondo consiste en tomar un anillo alrededor de la fuente (ver Imagen 2.5) ó un área alejada de la fuente, determinar los valores de los pixels en esta área y usar algún algoritmo para determinar el valor que será asignado para el fondo. El algoritmo utilizado puede ser simplemente el cálculo del promedio, la mediana, la moda o alguna otra estimación estadística de la intensidad en la región seleccionada. Este valor es entonces sustraído de las cuentas totales dentro de la fuente, para obtener una medida del flujo recogido. Para fuentes brillantes esto puede ser fácil de hacer ya que el fondo es muy bajo debido a las integraciones cortas y las cuentas de la fuente son generalmente mucho mayores.

Cuando se observan fuentes débiles la situación es diferente. Por ejemplo, una fuente puntual tiene un área muy grande debido a las alas del perfil estelar, donde el flujo del objeto y el flujo del fondo (cielo) compiten por el dominio dentro de cada pixel. Esto es aún mayor para imágenes de fuentes no puntuales a causa de las áreas muy extendidas sobre el cual el fondo y otras fuentes de ruido son muy importantes. En estos casos suele decirse que el objeto se

encuentra "limitado por el cielo". La determinación del cielo es por tanto muy crítica para obtener medidas precisas.



**Imagen 2.5.** Imagen de la estrella HD35734 utilizada como comparación en observaciones de la nebulosa planetaria IC418. Tiempo de exposición: 40 seg. Se muestra el anillo dentro del cual se calcula la intensidad promedio de los pixels atribuida a la luminosidad del cielo. El anillo representado tiene un radio interno de 40 pixels y un ancho de 10 pixels. Nótese que las imágenes están elongadas horizontalmente debido a los defectos de la relojería del telescopio.

## Reducción por tiempo de exposición

Los valores de intensidad de la señal corresponden a un cierto tiempo de integración. Para permitir la comparación entre exposiciones efectuadas con diferentes tiempos de integración, se ajustan los valores de la señal a una unidad estándar de tiempo, por ejemplo a un segundo. Si el flujo resultante de la integración de la imagen estelar es  $F^*$  [ADUs] para una exposición de  $\Delta t$  [seg], la medición del flujo se reduce al valor

$$(6) \quad F^* \text{ [ADUs/seg]} = F^*/\Delta t$$

Esto puede hacerse teniendo en cuenta la linealidad del CCD, con lo cual podemos asegurar que el flujo detectado es directamente proporcional al tiempo de exposición.

## Reducción por ganancia del sistema

La ganancia de la cámara STAR I, queda especificada por dos valores posibles de amplificación: Ganancia 1 y Ganancia 4. Cuando la ganancia del sistema es  $G = 1$ , cada electrón produce un valor típico de 0.02 ADU (ó 50 electrones/ADU). Cambiando a ganancia a  $G = 4$ , a cada electrón se le asigna un número de ADUs 4 veces mayor, dando un valor típico de 0.08 ADUs/electrón (ó 12.5 electrones/ADU).

Dado que al cambiar la ganancia se cambia la relación entre electrones y ADUs, todas las observaciones deben ser reducidas a un mismo valor de ganancia, que tomaremos como la correspondiente a  $G = 1$ . Si el flujo medido en ADUs de una imagen obtenida con ganancia  $G$  (1 ó 4) es  $F_G$ , su valor debe reducirse a

$$(7) \quad F = F_{G=1} = F_G / G$$

## Magnitud Instrumental

Una vez determinada la intensidad del cielo (ó fondo), puede obtenerse entonces una medida del flujo de la estrella correspondiente a una determinada abertura de diafragma. En virtud de las ecuaciones (4), (5), (6) y (7) la *magnitud instrumental* para el objeto queda definida por la expresión

$$(8) \quad M_{\text{Instr.}} = -2.5 \cdot \{\log (F_T - F_C) - \log \Delta t - \log G\} + C$$

$F_T$ : Flujo total en el diafragma [ADUs]

$F_C$ : Flujo estimado del cielo en el diafragma [ADUs]

$\Delta t$ : Tiempo de exposición [seg]

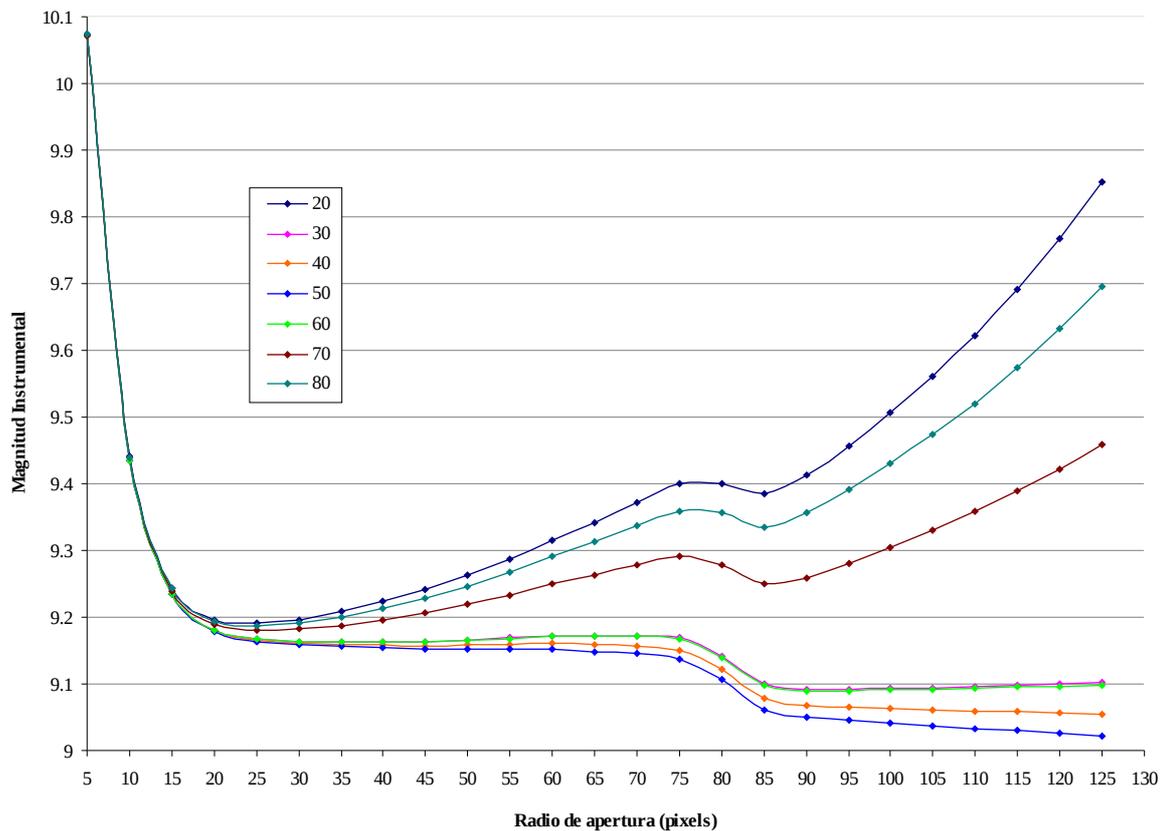
$G$ : Ganancia (1 ó 4)

La constante  $C$  permite absorber las unidades en las que se expresa el flujo. Dado que el valor numérico del flujo medido en ADUs es proporcional al valor numérico del flujo medido en unidades de energía/seg.cm<sup>2</sup>, esa constante de proporcionalidad sale como una constante aditiva al tomar el logaritmo. Por ello una vez determinado el valor de  $C$ , queda corregida la relación de unidades. También puede utilizarse la constante  $C$  para ajustar las magnitudes instrumentales a valores estándar. Este ajuste, dependerá entre otras cosas del filtro utilizado, debido a la transferencia espectral propia de cada filtro.

## Curva de crecimiento CCD

A fin de entender mejor la sustracción del fondo, puede observarse la variación de flujo en función de la distancia desde el centro de un objeto para fuentes puntuales. Como el flujo es cada vez más grande a medida que se toman aberturas con radios mayores, es de esperar que todo el flujo esté incluido, de modo que al tomar valores radiales más grandes el flujo total de la fuente puntual no aumentará. Esto no ocurre así si la sustracción del cielo se hace incorrectamente.

Si se grafican las medidas de flujo obtenidas ó equivalentemente las magnitudes instrumentales en función del radio de apertura de los diafragmas de integración, la curva resultante determina la "curva de crecimiento CCD". Es de esperarse que, en condiciones normales de iluminación, por tratarse de un proceso de integración, dicha curva sea siempre creciente ó a lo sumo constante, pero nunca decreciente.



**Fig. 2.5. Curvas de crecimiento CCD para una imagen de HD35734 (Imagen 2.5). Cada curva corresponde a mediciones de cielo en anillos diferentes. Se indica el radio interno de estos anillos para cada curva. El ancho de los anillos es de 10 pixels.**

Como ejemplo, se muestran en la Fig. 2.5 las curvas de crecimiento resultantes para diferentes valores de sustracción de cielo de la misma imagen de una fuente puntual relativamente brillante. Cada valor de cielo ha sido estimado mediante el cálculo de la intensidad promedio dentro de un anillo que rodea a la fuente, como se mostró en la Imagen 2.5. Cada anillo de cielo tiene un ancho de 10 pixels y su radio interno está indicado en la misma figura. Al igual que los diafragmas de medición de flujo, los anillos están centrados en el pixel de máxima intensidad de la fuente, que debería corresponderse con el centro de la imagen estelar (aunque no es estrictamente necesario). Las magnitudes dadas son instrumentales y el eje de abscisas indica el radio de abertura del diafragma en pixels.

Radio interno del anillo [pixels]	Intensidad promedio en el anillo [ADU]	Dispersión del cielo [ADU]
20	130.308	6.64329
30	127.43	4.39714
40	127.175	4.41985
50	126.99	4.4006
60	127.414	4.31795
70	129.041	11.5126
80	129.856	16.8576

**Tabla 2.1. Valores de cielo obtenidos promediando las intensidades dentro de anillos de 10 pixels de ancho según el radio interno. Se muestra el valor de la desviación standard de las intensidades para cada anillo.**

Cada punto de las curvas corresponde a un diafragma diferente. A medida que se va aumentando el radio de abertura, se produce al comienzo un rápido aumento de brillo (esto se traduce como una caída en las curvas), es decir donde la contribución del flujo de la estrella es considerable. Luego, a medida que la influencia de la estrella se va haciendo menos importante, la curva de crecimiento debe estabilizarse debido a que cada incremento en flujo es producido únicamente por el cielo, el cual si es debidamente sustraído no debe producir ningún incremento neto de flujo. Esto se cumple aproximadamente en las curvas donde los anillos de cielo tienen radio interno  $r = 30, 40, 50$  y  $60$  pixels. Las curvas con  $r = 20, 70$  y  $80$  pixels presentan una repentina disminución de brillo, debido a que el valor de cielo utilizado es mayor que el valor correcto. Es decir que, cuando la influencia de la estrella ya es despreciable y sólo domina el cielo, al flujo del cielo se le sustrae una cantidad mayor, resultando un flujo neto menor, con una consecuente caída aparente de brillo. En el caso de la curva correspondiente a  $r = 20$  la sobreestimación del valor del cielo se debe a que éste ha sido tomado en una zona

donde aún hay gran contribución de flujo de la misma estrella. Esto puede verse en la misma Fig. 2.5. Para las curvas con  $r = 70$  y  $80$ , ocurre el mismo efecto pero debido a la influencia de la estrella más próxima (ver Imagen 2.5), cuyo pico se encuentra aproximadamente a unos 80 pixels del pico de la estrella que estamos midiendo. En las curvas de crecimiento, la presencia de esta fuente se manifiesta como un nuevo incremento del flujo cuando se toman diafragmas de más de 70 pixels de radio.

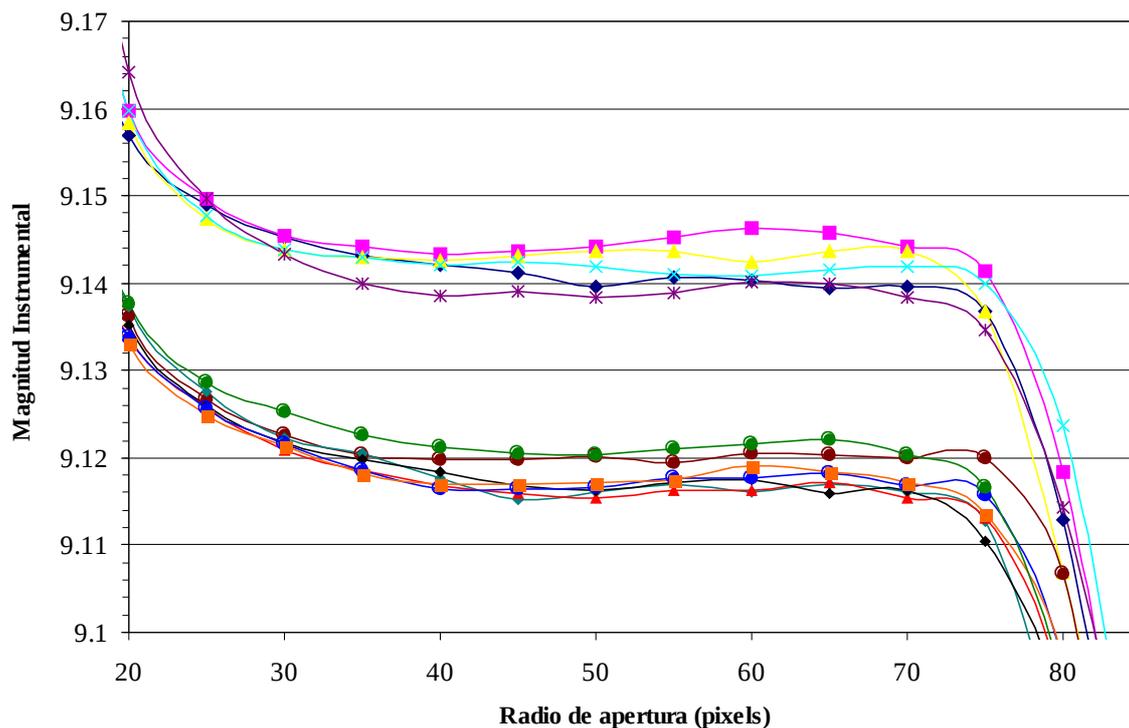
Las curvas con  $r = 30, 40, 50$  y  $60$  presentan un notable estancamiento del crecimiento en la región comprendida por estos anillos, es decir entre 30 y 70 pixels. Quiere decir que los valores de cielo utilizados son bastante buenos. Si tomamos como magnitud instrumental de la estrella al valor que toma la curva en dicha región tendremos que las magnitudes sólo difieren de una curva a otra en menos de 0.04 magnitudes.

Analizando un poco más en detalle las curvas correspondientes a  $r = 30$  y  $r = 60$  se ve que también presentan un leve aumento de brillo en la región entre 30 y 70 pixels. Podemos descartarlas y conservar sólo las de  $r = 40$  y  $r = 50$ . Entonces la diferencia se reduce a menos de 0.01 magnitudes en la región entre 40 y 60 pixels. De estas dos, la de  $r = 40$  es la más estable.

Un análisis similar puede hacerse pero variando además el ancho de los anillos. De esta forma puede determinarse qué región es más conveniente para la determinación del cielo. Si bien cada imagen de la fuente tendrá un anillo apropiado, debería esperarse que un conjunto de imágenes tomadas en condiciones similares de observación se comporte de igual manera para las mismas dimensiones del anillo. Este sería el caso en el que las imágenes fueran tomadas, por ejemplo, en una misma noche.

En la Fig. 2.6 se grafican las curvas de crecimiento obtenidas de la misma fuente puntual pero para distintas imágenes durante una misma noche. Estas curvas corresponden a imágenes de HD35734 obtenidas con filtro V, ganancia 4 y una exposición de 40 seg. El valor de la constante C de la expresión [8] se tomó igual a 17.22. En todas las mediciones se utilizó un anillo de cielo de radio 50 pixels y ancho 20 pixels.

Se destacan dos agrupamientos de curvas. Cada uno de ellos corresponde a instantes diferentes de observación durante la noche y por tanto con diferentes masas de aire. Si bien no todas las curvas muestran perfiles exactamente iguales, las magnitudes instrumentales determinadas en la zona de medición, es decir entre 50 y 70 pixels (donde se tomó el anillo de cielo) no difieren unas de otras en más de 0.01 magnitudes.



**Fig. 2.6. Curvas de crecimiento CCD para distintas imágenes de HD35734. En cada caso, la sustracción del cielo se realizó tomando un anillo de radio interno 50 pixels y ancho 20 pixels.**

De este modo, para la determinación de la magnitud instrumental de la fuente en un dado instante, puede adquirirse un grupo de imágenes consecutivas, en un lapso temporal breve comparado con la precisión temporal que se pretende, y proceder a la construcción de las curvas de crecimiento con un conveniente anillo de cielo. Luego, para cada curva, se procede a determinar la magnitud instrumental resultante para los diafragmas con aberturas comprendidas entre el radio interno y el radio externo del anillo de cielo, calculando un promedio de las mismas. Así se tiene un valor de la magnitud instrumental para una imagen. Análogamente se obtiene el valor para cada una de las imágenes restantes. Finalmente pueden obtenerse de todos estos valores un promedio, el cual corresponderá a un instante medio de todas estas observaciones.

Otra posibilidad es la de obtener de este grupo de imágenes una imagen promedio, y luego proceder a la determinación de la magnitud instrumental de la misma manera. En general, no se verifican diferencias notables entre cualquiera de estos dos métodos, sólo que el primero permite tener un control individual de las imágenes, en caso de que alguna de ellas

presente alguna anomalía por ejemplo por rayos cósmicos, pixels incorrectamente descargados ó mal refrigerados, eventuales granos de polvo en la ventana del CCD, etc.

El error en la estimación de la magnitud instrumental así determinada puede estimarse como la máxima diferencia, en valor absoluto, entre las magnitudes instrumentales individuales de cada imagen y la magnitud instrumental promedio, es decir

$$(9) \quad E = \text{máx} | M_i - \langle M \rangle |$$

En general, las propias fuentes determinan en sí mismas la forma de su curva de crecimiento. Como se dijo anteriormente, las curvas de crecimiento dependen de si la fuente en estudio es débil ó brillante. En el caso de las fuente relativamente brillantes, las curvas de crecimiento se estabilizan si se hace una sustracción de cielo de la manera indicada anteriormente, pero no ocurre lo mismo para las fuentes débiles. En estos casos puede hacerse un modelo de curva de crecimiento a partir de un objeto brillante, y luego ajustar el perfil así obtenido a la fuente débil. Un mejor ajuste podría ser obtenido usando algunas funciones de peso determinadas por la relación señal ruido (S/N) en cada radio.

Por otro lado, es importante destacar que para la construcción de la curva de crecimiento es conveniente que las fuentes en estudio no se encuentren dentro de campos estelares demasiado poblados. De ser así, se obtendría una curva en constante crecimiento y no sería posible establecer un valor para la magnitud instrumental en la forma antes explicada. En el caso de campos poblados, lo que puede hacerse es un ajuste de curva de crecimiento a partir de una curva modelo obtenida de una fuente brillante. Otra posibilidad consiste en la medición de flujo mediante la PSF. Sin embargo, en este trabajo se ha preferido realizar observaciones de objetos relativamente brillantes en campos no demasiado poblados.

## **Fotometría absoluta**

Las magnitudes instrumentales no pueden usarse directamente como medidas fotométricas absolutas, ya que dependen de distintos factores como las dimensiones del telescopio, la sensibilidad espectral del CCD, la clase de filtros utilizados, la extinción atmosférica en el momento de la observación, etc. En otras palabras, las magnitudes instrumentales corresponden a una dada configuración instrumental, que en general no coincidirá con las mediciones efectuadas en cualquier otro observatorio, ni aún con mediciones realizadas en otro instante. Por tanto, obtener una medida absoluta del brillo de una estrella,

requiere de una serie de procesos de reducción a sistemas standard, que permiten compatibilizar las mediciones hechas desde cualquier observatorio ó en condiciones diferentes. Éstos consisten en:

- Corrección por extinción atmosférica.
- Reducción a un sistema fotométrico standard.

## **Sistemas fotométricos standard**

Las observaciones astrofísicas se realizan en bandas espectrales bien definidas que son aisladas con filtros. Un sistema fotométrico queda definido al indicar las bandas espectrales y las longitudes de onda efectivas de un determinado detector y conjunto de filtros y puede construirse mediante la observación precisa de "*estrellas standard*". La característica principal de estas estrellas es que no presentan variaciones de brillo dentro de un cierto rango de precisión.

Existen varios sistemas fotométricos que difieren esencialmente en las características espectrales de los filtros. Según sus anchos de banda se clasifican en sistemas de banda ancha, banda intermedia y banda angosta. De los sistemas fotométricos de banda ancha, el más común es el definido por Johnson y Morgan (1953), conocido como sistema UBV (Ultraviolet, Blue, Visible). Las longitudes de onda efectivas de la transmisión de los filtros son 3500 Å, 4350 Å y 5550 Å respectivamente.

Posteriormente, el sistema de Johnson y Morgan fue extendido a la banda R en el rojo y a la banda I del cercano infrarrojo, con longitudes de onda equivalentes en 7000 Å y 9000 Å respectivamente.

El sistema usado más comúnmente en la actualidad para trabajos con CCD es el sistema UBVRI de Kron-Cousins (K-C). Este sistema, definido originalmente por Kron, White y Gascoigne (1953), y desarrollado y extendido por Cousins (1976), se ha hecho muy popular para los observadores del hemisferio sur, en parte debido a sus cualidades intrínsecas y en parte debido a que sus estrellas standards de definición están localizadas alrededor de los  $-45^\circ$  de declinación.

Las características del sistema de K-C nos permiten obtener grandes ventajas de la sensibilidad de los detectores modernos en el infrarrojo cercano. Difiere del sistema de Johnson-Morgan en las bandas R e I que trabajan en 6500 Å y 8000 Å respectivamente.

El traspaso de un sistema fotométrico a otro puede efectuarse mediante un sistema de ecuaciones, generalmente lineales, que relacionan principalmente los índices de color medidos en uno y otro sistema.

Las bandas de un sistema fotométrico deben ser aisladas mediante una cuidadosa elección de los filtros que están adaptados a la sensibilidad espectral del detector. El sistema de Johnson-Morgan utiliza un sistema de filtros asociados con una fotomultiplicadora 1P21 cuyo último fotocátodo tiene una respuesta espectral muy diferente de un CCD (respuesta del silicio) y por ello los filtros elegidos para el sistema UBVRI de Cousins son otros.

### **Filtros**

A finales de 1997, gracias al aporte de la Dra. Virpi Niemela, se adquirieron de la firma Schott Glass Technologies Inc. los vidrios necesarios para el armado de un conjunto de filtros de banda ancha BVRI apropiados para el uso con el Telescopio Reflector y el detector CCD. Las dimensiones de los vidrios son de 50.8 mm x 50.8 mm. Debido a que el Observatorio de La Plata se encuentra a una altura de  $\approx 20$  m sobre el nivel del mar, el filtro U no fue adquirido, pues para alturas menores a 2000 m hay una absorción no corregible en el ultravioleta por efectos de la atmósfera. Los filtros han sido armados en el Observatorio según las siguientes combinaciones de vidrios y espesores:

$$B = 1 \text{ mm GG385} + 2 \text{ mm BG3} + 2 \text{ mm BG39}$$

$$V = 2 \text{ mm GG495} + 3 \text{ mm BG40}$$

$$R = 3 \text{ mm OG570} + 2 \text{ mm KG3}$$

$$I = 2 \text{ mm RG9} + 3 \text{ mm WG295}$$

Todos estos filtros están referidos al catálogo de la compañía Schott, y han sido escogidos de modo que puedan ajustarse al sistema de UBVRI de KC. El vidrio WG295 de 3 mm del I es solo para completar el espesor pero no tiene incidencia alguna en el color. Todos los filtros resultan así con el mismo espesor de 5 mm, de modo de igualar el espesor óptico para todas las bandas y, consecuentemente, no tener necesidad de reenfocar cada vez que se cambia de filtro.

Las combinaciones de filtros que aíslan una banda en el visible son cuidadosamente corregidos para el infrarrojo, es decir, el infrarrojo no es transmitido. Esta corrección se hace con "filtros fríos" como el BG40 o el KG3. Debemos recordar que la respuesta espectral del silicio del CCD favorece al infrarrojo sobre el visible.

## Extinción atmosférica

Al atravesar la atmósfera terrestre, la luz de los objetos celestes es reducida debido a la absorción y difusión del medio. Esta reducción del flujo incidente se llama extinción atmosférica. Sus efectos dependen de la distancia cenital del objeto, la longitud de onda y las condiciones atmosféricas durante la observación así como también la altura del observatorio respecto al nivel del mar. Por lo tanto, la reducción por extinción atmosférica es obviamente una parte integral de la fotometría.

Si  $M$  es la magnitud instrumental y  $z$  la distancia cenital del objeto, la magnitud extra-atmosférica  $M_0$  está dada por la ley de Bouguer

$$(10) \quad M_0(\lambda) = M(\lambda) - K_\lambda \cdot X$$

donde  $K_\lambda$  es el factor de extinción en magnitudes en el zenit y es función de la longitud de onda  $\lambda$ , es decir que la atmósfera enrojece los rayos que la cruzan y la extinción no es idéntica para todos los colores. El valor  $X$  es llamado "*masa de aire*" y define el espesor de la atmósfera atravesado por los rayos de luz. A partir de un modelo de atmósfera de capas planas y paralelas, puede deducirse que  $X = \sec Z$  y se obtiene por la relación

$$(11) \quad \sec Z = \frac{1}{\sin \phi \cdot \sin \delta + \cos \phi \cdot \cos \delta \cdot \cos t}$$

con

$\phi$  = Latitud del observador (La Plata  $\phi = -34^\circ 54'$ )

$\delta$  = Declinación del objeto

$t$  = Ángulo horario

Por su definición, la masa de aire es 1 en el zenit. Esta masa de aire llega a un valor infinito a una distancia cenital de  $90^\circ$  en el horizonte. Para salvar este problema debe considerarse un modelo de atmósfera más riguroso. Se obtiene entonces una ecuación que nos da un valor más preciso de  $X$  para distancias cenitales mayores que  $60^\circ$  (Clariá, 1974)

$$(12) \quad X = \sec Z - [0.0018167 \cdot (\sec Z - 1) + 0.002875 \cdot (\sec Z - 1)^2 + 0.0008083 \cdot (\sec Z - 1)^3]$$

Si medimos el brillo de una estrella y lo graficamos en función de  $X$ , la ecuación (10) indica que debemos obtener una línea recta (figura 2.7). Su forma depende del color de la estrella y del curso de las condiciones atmosféricas. Si éstas no cambian durante la noche, la curva resultante es una línea recta. La intersección de esta recta con el eje de ordenadas provee

el valor de la magnitud extra atmosférica. La pendiente de la línea es  $-K_\lambda$  y depende del color del objeto, según se ve en la fig. 2.7. Obviamente, en esta figura las mediciones puntuales realizadas en La Plata, no están alineadas debido a los errores de medición y a variaciones en la transmisión atmosférica. El mejor ajuste de estos puntos a la recta se logra por mínimos cuadrados. En la figura 2.7 corresponde a las rectas continuas.

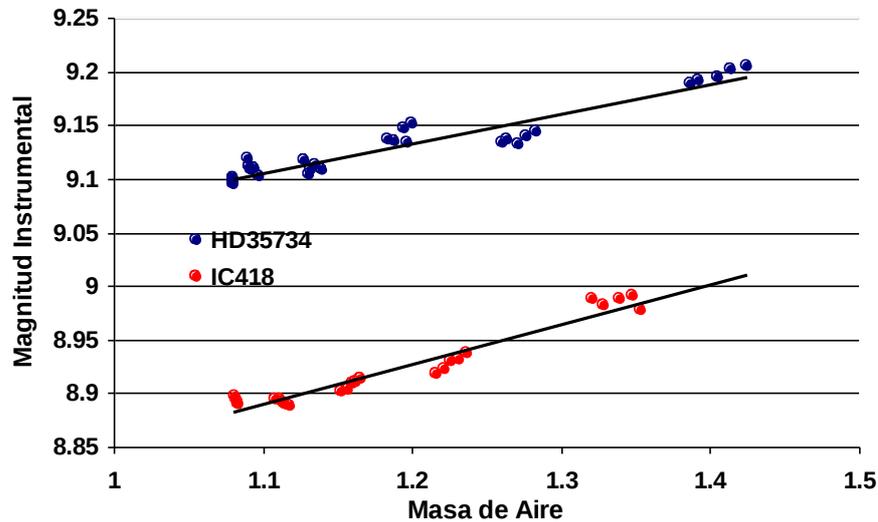


Fig. 2.7. Variación del brillo en función de la masa de aire para dos objetos: la estrella HD 35734 (T.E. A0V) y la NP IC 418. Las observaciones fueron realizadas en la noche 07-08/10/98 con filtro V.

El hecho de que las bandas pasantes de los filtros cubran un apreciable rango espectral crea una nueva complicación adicional. Dado que la distribución espectral del flujo del objeto varía dentro de las bandas de los sistemas fotométricos, la longitud de onda efectiva de trabajo será una función del color de objeto. En otras palabras, dos estrellas observadas con el mismo filtro y en la misma distancia cenital no tendrán la misma extinción si sus tipos espectrales son diferentes. En fotometría UBVRI, la expresión del coeficiente de extinción debe ser descompuesta de la siguiente forma:

$$(13) \quad K_\lambda = K_\lambda' + K_\lambda'' \cdot IC$$

donde IC es el índice de color de la estrella,  $K_\lambda'$  designa al coeficiente principal de extinción o coeficiente de primer orden y  $K_\lambda''$  el coeficiente de corrección de color o coeficiente de segundo orden. El valor del coeficiente de primer orden es característico de la transparencia de la atmósfera para la noche de observación. El coeficiente de segundo orden depende del ancho de las bandas espectrales usadas y de la dependencia de K con  $\lambda$ .

Debido a la suave dependencia de  $K$  con  $\lambda$  al nivel de la banda V,  $K_V''$  oscila alrededor de 0.02 y 0.04 magnitudes. Los coeficientes de segundo orden pueden ser despreciables en las bandas R e I, debido al comportamiento de  $K$  con  $\lambda$  para estas longitudes de onda. Introduciendo el coeficiente de color, la expresión que vincula la magnitud instrumental con la magnitud extra - atmosférica es:

$$(14) \quad M_0 = M - X K_{\lambda}' - X K_{\lambda}'' . IC$$

Esta transformación debe realizarse independientemente para cada banda espectral. Si en lugar de magnitudes se utilizan los índices de color, la ecuación (14) puede escribirse como

$$(15) \quad IC_0 = IC - X (K_{IC}' + K_{IC}'' . IC)$$

## Fotometría Diferencial

Si el sitio del observatorio, tal como ocurre en La Plata, presenta una gran variabilidad en sus condiciones atmosféricas, con el transcurso de los días o a lo largo de una noche misma, la realización de fotometría absoluta se vuelve difícil y poco recomendable. Sin embargo, se pueden obtener datos comparando los brillos de varios objetos. De esta manera, si se tiene la certeza de que el brillo de algún objeto es constante dentro de un rango de precisión dado, puede utilizarse a éste como una referencia y obtener así una medida de flujo relativa de un objeto en estudio, por ejemplo una estrella variable. De ser posible es conveniente tomar más de una estrella de comparación. La *fotometría diferencial o relativa* obtiene entonces la magnitud de la estrella variable relativa a la estrella de comparación en la forma:

$$(16) \quad M_{Rel} = M_{Instr.Estrella} - M_{Instr.Comparación}$$

En principio basta con medir la magnitud instrumental de ambas estrellas para obtener un valor de la magnitud relativa. Sin embargo, deben tomarse una serie de cuidados. En principio, es necesario que la estrella de comparación esté lo suficientemente cerca de la estrella de programa, como para que la masa de aire y las condiciones atmosféricas no introduzcan un término de variabilidad ajeno a los propios de la estrella. En general es preferible, que la estrella de comparación esté incluida en el mismo campo aunque es poco probable que esto suceda debido a que el tamaño reducido del chip del CCD y la gran escala del telescopio hacen que el campo cubierto por una imagen sea muy reducido. Por lo general esto no ocurre y es necesario desplazar el telescopio para obtener imágenes de la estrella de comparación. Por otro lado, debido a que la extinción atmosférica es selectiva con el color del objeto, es conveniente

que las estrellas de comparación presenten tipos espectrales similares al de la variable, pues aún cuando estén muy próximos uno de otro, pueden presentar variaciones temporales en la diferencia de extinción y enrojecimiento, lo que podría ser erróneamente interpretado como un cambio en el brillo de la variable.

# Capítulo 3

## **Software utilizado en observaciones con el telescopio Reflector + CCD**

## **Software para el procesamiento de imágenes**

### **STAR I Image Processing Software (Photometrics)**

Como se mencionó en el capítulo anterior, el programa STAR I que ha sido provisto junto con el equipo de la cámara CCD, permite la adquisición, manejo y almacenamiento de imágenes. La versión disponible funciona bajo *Microsoft Windows 3.1* ó superior.

El Star 1 permite almacenar imágenes en un formato propio y también en formato FITS (Flexible Image Transport System). Este último es el que se utiliza pues es compatible con todos los programas disponibles para el procesamiento de imágenes astronómicas.

### **PMIS Image Processing Software Versión 2.0.1**

El programa STAR I es imprescindible para el manejo de imágenes durante la adquisición, ya que es el que establece la comunicación con la plaqueta de interface de la controladora de la cámara. Sin embargo existen programas más eficaces para el procesamiento y manipulación de las imágenes que el STAR I. Por ello, se instaló en la PC de control, la versión 2.0.1 del programa PMIS. El mismo funciona bajo Microsoft Windows 3.1 ó superior. No tiene acceso a la interface IEEE488 pues ha sido diseñado para otro tipo de plaqueta, pero permite el despliegue y procesamiento de las imágenes, una vez que éstas han sido almacenadas en el disco rígido con el programa STAR I. Además de ello, la herramienta más eficaz del PMIS es la posibilidad de la realización de Macros. Estos Macros permiten automatizar operaciones repetitivas o secuencias complejas de comandos, acelerando todos los procesos de manejo de imágenes.

Por otro lado, en la PC del telescopio se encuentra disponible una versión instalada de IRAF, pero en el momento de la observación no se tiene acceso a él debido a que funciona bajo Linux y el STAR I requiere de Windows 3.1, que utiliza el sistema operativo DOS. Entonces el PMIS permite realizar mediciones en el momento de la observación, a fin de tener control y testeo de las imágenes, y poder efectuar las correcciones que sean necesarias. Este punto es muy importante, pues de no ser así no se tendría certeza de la calidad de las imágenes hasta su procesamiento una vez finalizada la observación. Esto puede lograrse muy rudimentariamente con el STAR I, pero con una importante pérdida de tiempo de observación.

El PMIS permite además almacenar mediante macros los datos relacionados con las imágenes en el momento de la observación, que luego son leídos durante el procesamiento, así como también permite realizar el procesamiento mismo y análisis de las imágenes.

## Interpretador de Comandos y Archivos Macro

Los Macros son pequeños programas ó rutinas escritos directamente por el usuario, a partir de comandos específicos que son compilados por el Interpretador de Comandos ó *Command Line Interpreter (CLI)* del PMIS. Este Interpretador de Comandos dispone de 215 comandos y tiene acceso a 41 variables internas y 106 variables de elementos estructurales. Mediante el *CLI* también se puede leer y escribir archivos ASCII externos. Todas las especificaciones de los comandos y las variables pueden encontrarse en los manuales de PMIS ó utilizando el *help* de PMIS.

La cadena de comandos que constituye un Macro, puede escribirse y editarse como un archivo de texto ASCII mediante expresiones similares a "C". Un Macro puede ejecutarse simplemente tipeando en la ventana del *CLI* del PMIS, el nombre del archivo macro. También puede ejecutarse desde la opción **Run** del menú **Macros**, ó, directamente desde el menú **Users** si está en una lista con un máximo de 19 macros dentro del archivo E.LST. Pueden seleccionarse hasta dos macros para ser ejecutados desde los iconos de herramientas. Los archivos Macro deben poseer extensión ".CMD" para ser reconocidos directamente desde la línea de comandos.

Para las observaciones con el Telescopio Reflector de La Plata, el autor de este trabajo desarrolló especialmente una serie de macros que son de utilidad durante la observación y en el posterior análisis y medición de las imágenes y datos. Actualmente se cuenta con un total de 52 macros principales, 41 macros secundarios que son utilizados por los anteriores y múltiples archivos de almacenamiento de datos y parámetros sobre los cuales trabajan los macros. Todos estos macros y archivos se encuentran almacenados en el disco rígido según la siguiente disposición de directorios:

Directorio	Contenido
C:\PMIS\E\	52 Archivos de Macros principales y el archivo E.LST
C:\PMIS\E\AUXILIAR\	7 Archivos de datos auxiliares.
C:\PMIS\E\PAR\	3 Archivos de parámetros.

C:\PMIS\E\POLY\ 2675 Archivos de definición de ROIs poligonales (diafragmas).  
 C:\PMIS\E\SUB\ 41 Macros secundarios.

Esta estructura en general no puede modificarse pues los macros utilizan internamente macros secundarios y archivos con datos y parámetros que están ordenadamente dispuestos dentro de estos directorios. Ante cualquier modificación al respecto deben hacerse las correcciones en los respectivos macros y en la configuración del archivo PMIS.INI.

Se desarrollan a continuación los contenidos de cada directorio. Las abreviaturas utilizadas se encuentran al final de esta sección.

### Directorio C:\PMIS\E:

La lista de archivos de este directorio está formada por 52 macros principales que pueden ser ejecutados por el usuario (excepto el STARTUP.CMD que se ejecuta automáticamente al iniciar PMIS).

Archivo MACRO	Descripción
AIRMASK.CMD	Calcula a partir de la RA, $\delta$ , fecha y HLA suministradas por el usuario la: Fecha y hora de TU, la época juliana y DJ a 0TU para la fecha, época juliana y DJ para el instante, TSa0TU, TS local, y los siguientes datos referidos a la posición del objeto: t, Z, sec Z, X, A y cuadrante.
ANILLO.CMD	Grafica un anillo alrededor del máximo de la imagen.
APAIRMAS.CMD	Lee datos de los archivos de datos de las imágenes elegidas del directorio de trabajo. Calcula a partir de la RA, la $\delta$ , y el TS leídos, la masa de aire X con la expresión $X = -2.5 \times 10^{-4} + 1.0015084 \text{ sec } Z - 4.501 \times 10^{-4} \text{ sec}^2 Z - 8.083 \times 10^{-4} \text{ sec}^3 Z$ Luego la escribe en el archivo correspondiente en el campo AIRMASS.
APENCORD.CMD	Pregunta las coordenadas del objeto RA, $\delta$ y la época y las escribe en todos los archivos elegidos de datos de las imágenes del directorio de trabajo en los campos RA, DECL y ÉPOCA.
APENDATA.CMD	Permite ingresar un campo y el contenido de dicho campo en los archivos de datos de la imagen elegida en el directorio de trabajo.
APPHASE.CMD	Lee el DJ de los archivos de datos de las imágenes elegidas. En base a éste calcula la fase en función del periodo P [días] de la variable y de un instante inicial de efemérides DJ0. Finalmente la graba en los archivos de datos en el campo PHASE.
ARRAY.CMD	Define el número de array (matriz) donde se almacenarán en memoria los valores calculados de las magnitudes o de la relación señal ruido.
BAT.CMD	Ejecuta una secuencia de macros.
CENTLIST.CMD	Centra una serie indicada de imágenes.
CENTRAR.CMD	Centra la imagen en el pixel de máxima intensidad.
CLOSE.CMD	Cierra una serie indicada de imágenes.

COMBFLAT.CMD	Combina todas las imágenes flat abiertas promediándolas, luego de restarle a cada una de ellas la imagen bias. Genera así el flat combinado en la imagen flatfield y lo graba como el archivo FLATFIEL.FIT del directorio de trabajo.
COMBIAS.CMD	Combina todas las imágenes bias abiertas promediándolas. Luego graba el bias resultante como el archivo bias.fit del directorio de trabajo.
CORDENAD.CMD	Guarda valores de coordenadas RA y $\delta$ ingresados por el usuario en el archivo \par\cordenad.par.
DATAFILE.CMD	Genera en el directorio de trabajo el archivo de datos *.DAT de una imagen con los siguientes datos ingresados: IMAGTYPE= Prefijo del tipo de imagen [obs, com, flat, bias, dark], OBJECT = Nombre del objeto, RA = Ascensión recta [hh:mm:ss], DECL = Declinación [ $\pm$ ° : ' : "], EPOCA = Época de las coordenadas, DATE = Fecha de TU [día/mes/año], UT = Tiempo universal [horas], ST = Tiempo sidéreo local [horas], Djref = Día juliano de referencia, DJ = Día juliano, J = Fecha juliana, EXPTIME = Tiempo de exposición [seg], GAIN = Ganancia [1 o 4], FILTER = Filtro [B,V,R,I,N], Z = Distancia cenital [grados], AZIMUT = Azimut en sentido S-W-N-E [grados], t = Ángulo horario [horas], AIRMASS = Valor de la masa de aire, OBSERVER = Nombre del observador, ORIGIN = Lugar de observación, TELESCOP = Telescopio, INSTRUM = Detector, COMMENT = Comentarios.
DUPLICAR.CMD	Genera un duplicado de las imágenes indicadas.
EDIT.CMD	Edita un archivo de texto con el editor de Windows NOTEPAD.EXE
EDITLIST.CMD	Edita con NOTEPAD.EXE los archivos indicados del directorio de trabajo.
EDITMAC.CMD	Edita el macro especificado con el editor de Windows NOTEPAD.EXE.
EPAR.CMD	Edita un archivo de parámetros con el editor de Windows NOTEPAD.EXE
EXITQUIT.CMD	Sale del PMIS sin modificar la configuración.
EXPORFIT.CMD	Guarda las imágenes indicadas en el directorio de trabajo con formato FIT.
FIT.CMD	Permite hacer un ajuste gráfico de una curva de crecimiento modelo a la curva obtenida de una determinada imagen.
LEELISTA.CMD	Lee los datos de los archivos de datos de la lista de imágenes indicada.
LEER.CMD	Lee datos del archivo de datos de la imagen elegida, los muestra en pantalla y deja en memoria los valores leídos de algunas variables como tipo de imagen, objeto, RA, $\delta$ , fecha, TU, TS, Djref, DJ, tiempo de exposición, ganancia, filtro, Z, t, X, comentarios. Otros campos son sólo mostrados en pantalla.
LEYENDA.CMD	Permite escribir una leyenda en la posición especificada de la imagen.
LISTADAT.CMD	Lista en el archivo elegido los datos leídos de los archivos de datos de las imágenes seleccionadas.
LOADMAG.CMD	Grafica las curvas de crecimiento de las imágenes seleccionadas a partir de los archivos correspondientes.
MCIELO.CMD	Calcula el valor del cielo para varios anillos de radio y ancho especificados por el usuario. Luego grafica estos valores en función del radio.
OBJETDAT.CMD	Pregunta y guarda en archivo de datos los datos referentes a un objeto.
OBSRED.CMD	Permite corregir por bias, flat y/o recortar o centrar toda una lista de imágenes del mismo tipo.
OPEN.CMD	Abre las imágenes FITS con extensión FIT indicadas del directorio de trabajo.
PHASE.CMD	Calcula a partir del día juliano del instante ingresado por el usuario la fase en función del periodo P [días] de la variable y de un instante inicial de efemérides DJ0. Utiliza la expresión

$$\text{Fase} = (\text{DJ} - \text{DJ0})/P - |(\text{DJ} - \text{DJ0})/P|$$

	Además da el DJ del mínimo principal y del mínimo secundario correspondientes al DJ0.
PHOT.CMD	Calcula la curva de crecimiento para la imagen estelar activa.
PHOTBAT.CMD	Arma el macro BAT.CMD para aplicar automáticamente el macro PHOT a una serie de imágenes.
PLOTMAX.CMD	Grafica la intensidad de una línea de pixels de longitud especificada que pasa por el pixel de máxima intensidad.
POLYDEF.CMD	Define los diafragmas poligonales de diferentes tamaños (ROIs) y los guarda en los correspondientes archivos *.PLY del directorio \POLY\.
PRECESAR.CMD	Calcula los valores precesados para la fecha, a partir de las coordenadas RA y $\delta$ y de la época.
PROM.CMD	Genera una imagen promedio de las imágenes indicadas
RECORTAR.CMD	Recorta la imagen corriente al tamaño indicado o extrae el ROI.
RENAME.CMD	Cambia el prefijo del nombre de una serie de imágenes abiertas.
SEEING.CMD	Calcula el ancho mitad en X e Y tomando como centro el pixel máximo.
SETARRAY.CMD	Permite ingresar el número de matriz de almacenamiento de datos guardándolo en el archivo \auxiliar\nroarray.aux.
SETCMD.CMD	Ejecuta el comando especificado a una serie de imágenes.
STARTUP.CMD	Este archivo macro es ejecutado automáticamente cada vez que se inicia el PMIS. Permite configurar algunas opciones de trabajo, como por ejemplo indica al comienzo el directorio de trabajo, configura los colores de gráfico de matrices, etc.
T.CMD	Se utiliza para el calado apuntamiento por coordenadas de un objeto. Calcula y muestra para las coordenadas ingresadas por el usuario las DP Norte y Sur. Muestra en una ventana la evolución de t durante $\approx 15\text{min}$ o hasta cancelación por el usuario una vez calado el astro. Finalmente calcula Z, A, sec Z y X.
TIEMPO.CMD	Calcula fecha y TU, DJ y DJ a 0h de TU, TS y TSa0TU a partir de la fecha y hora legales del sistema y de la $\lambda_{LP}$ .
TIMEASK.CMD	Calcula fecha y TU, DJ y DJ a 0h de TU, TS y TSa0TU a partir de la fecha y hora legales ingresadas por el usuario y de la $\lambda_{LP}$ .
UNZIP.CMD	Descompacta las imágenes FITS indicadas del directorio de trabajo con el compactador de archivos PKUNZIP.EXE.
WORKDIR.CMD	Permite ingresar el directorio de trabajo y lo graba en el archivo \auxiliar\workdir.aux.
ZIP.CMD	Compacta las imágenes FITS indicadas del directorio de trabajo con el compactador de archivos PKZIP.EXE.

### Directorio C:\PMIS\E\SUB

Los archivos de este subdirectorio son macros secundarios y no se ejecutan directamente por el usuario sino que son utilizados internamente por los macros principales. En general son rutinas ejecutadas por más de un macro principal.

Macro	Ejecutado por	Descripción
ABORTASK.SUB	LISTADAT.CMD PHOT.CMD	Pregunta al usuario si desea continuar luego de accionar la tecla de escape.
AIRMASS.SUB	AIRMASK.CMD APAIRMAS.SUB	Calcula la masa de aire utilizando la sec Z, con la fórmula deducida de Clariá, J. 1974, pág. 47:

	DATATIME.SUB T.CMD	$X = -2.5 \times 10^{-4} + 1.00151 \cdot \text{sec Z} - 4.5 \times 10^{-4} \cdot \text{sec}^2 \text{Z} - 8.083 \times 10^{-4} \cdot \text{sec}^3 \text{Z}$
APAIRMAS.SUB	APAIRMAS.CMD	Calcula Z, sec Z, X y A a partir del tiempo sidéreo, RA y $\delta$ leídos de cada archivo de datos.
APENCORD.SUB	APENCORD.CMD DATAFILE.CMD	Pregunta al usuario los valores de las coordenadas RA y $\delta$ y de la época que se desean agregar a los archivos de datos de las imágenes.
APENMAG.SUB	PHOT.CMD	Guarda en el archivo de datos de la imagen las siguientes cantidades medidas con el macro PHOT: MAGINSTR: Magnitud Instrumental del objeto; CTE: Valor de la constante de calibración; ImaxImin: Rango de intensidades de la imagen [ADUs]; SKYRING: Radio interno del anillo de cielo; SKYWIDTH: Ancho del anillo de cielo; SKYAVG: Intensidad media en el anillo de cielo; SKYSTD: Desviación Standard del cielo; SKYDEV: Desv. Absoluta Media del cielo; RSNmax: Valor máximo de la relación señal ruido; RSNavg: Valor promedio de la relación señal ruido; FIT: Indica si se realizó ajuste manual de la curva de crecimiento; Xshift, Yshift: Desplazamiento en X e Y del pico de la imagen estelar respecto del centro de la imagen; FWHMX, FWHMY: Anchos mitad en X e Y [pixels].
APPHASE.SUB	APPHASE.CMD DATAFILE.CMD	Calcula a partir del DJ del instante, la fase de una estrella variable en función de su periodo P [días] y de un instante inicial de efemérides DJ0. Utiliza la expresión $\text{Fase} = (\text{DJ} - \text{DJ0})/P -  (\text{DJ} - \text{DJ0})/P $ Si Fase < 0 $\rightarrow$ Fase = Fase + 1 Finalmente la graba en el archivo de datos en el campo PHASE.
AZIMUT.SUB	AIRMASK.CMD DATATIME.SUB T.CMD	Calcula el azimut A a partir de la expresión $A[^\circ] = \frac{180}{\pi} \arctg \left[ \frac{\text{sen } t \cdot \cos \delta / (\text{sen } \phi_p \cdot \cos \delta \cdot \cos t - \sin \delta \cdot \cos \phi_p)}{\dots} \right]$ Si $t < 12\text{h}$ y $A < 0 \rightarrow A = A + 180$ "Cuadrante N-W" Si $t < 12\text{h}$ y $A > 0 \rightarrow A = A$ "Cuadrante S-W" Si $t > 12\text{h}$ y $A < 0 \rightarrow A = A + 360$ "Cuadrante S-E" Si $t > 12\text{h}$ y $A > 0 \rightarrow A = A + 180$ "Cuadrante N-E"
CENTRAR.SUB	CENTRAR.CMD PHOT.CMD PROM.CMD OBSRED.CMD	Centra la imagen activa en el máximo de intensidad.
CONFCORD.SUB CIELO.SUB	CORDENAD.SUB MCIELO.CMD	Consulta al usuario para confirmar las coordenadas RA y $\delta$ . Mide el cielo en un anillo.
CONFEOC.SUB CORDENAD.SUB	CORDENAD.SUB CORDENAD.CMD DATACHAN.SUB DATAFILE.CMD OBJETDAT.CMD	Consulta al usuario para confirmar la época de las coordenadas. Guarda los valores de RA, $\delta$ y EPOCA en el archivo \par\cordenad.par, luego de consultar al usuario sus valores.
CTEFILT.SUB DATACHAN.SUB	PHOT.CMD DATAFILE.CMD	Determina la constante de calibración según el filtro. Consulta al usuario los valores de RA, $\delta$ y EPOCA leídos del \par\cordenad.par. Además consulta al usuario los parámetros EXPTIME, FILTER, GAIN, OBJETO, OBSERVADOR Y APPHASE leídos del archivo de parámetros \par\datapar.par. Luego los guarda como valores default en el mismo archivo.
DATAPAR.SUB	DATAFILE.CMD	Lee los parámetros de trabajo GAIN, FILTER, OBJETO, OBSERVER, APPHASE del archivo \par\datapar.par y permite la confirmación de los mismos por parte del usuario. Luego los graba en el mismo archivo.
DATATIME.SUB DJ.SUB	DATAFILE.CMD AIRMASK.CMD PHASE.CMD	Calcula Z, A, sec Z, X, etc. Calcula el DJ, DJ a 0h de TU y época juliana utilizando fecha y hora. Fórmula para el DJ (Explanatory Suppl., pág. 606).

	T.CMD TIEMPO.CMD TSID.SUB	$DJ = 367.\text{año} - (7.(\text{año} + 5001 + (\text{mes} - 9)/7))/4 + 275.\text{mes}/9 +$ $+ 1729776.5 + \text{día} + (\text{hora} + \text{min}/60 + \text{seg}/3600)/24$ con las correcciones: Si año > 1582 → DJ = DJ-10 Si año > 1700 → DJ = DJ-11 Si año > 1800 → DJ = DJ-12 Si año > 1900 → DJ = DJ-13 Si año > 2100 → DJ = DJ-14 Definición de la época juliana (Astronomical Almanac, pág. B4). $\text{Época juliana} = 2000.0 - \text{año} + (DJ - 2451545)/365.25$
FECHORA.SUB	AIRMASK.CMD PHASE.CMD TIEMPO.CMD TIMEASK.CMD TSID.SUB	Obtención de la fecha y hora de TU.
INPUTASK.SUB	AIRMASK.CMD PHASE.CMD PRECESAR.CMD TIEMPO.CMD TIMEASK.CMD	Define las variables de fecha y hora a partir de los valores ingresados por el usuario.
INPUTIME.SUB	AIRMASK.CMD PHASE.CMD PRECESAR.CMD TIEMPO.CMD TIMEASK.CMD TSID.SUB	Define las variables de fecha y hora a partir de la hora y fecha del sistema.
LADO.SUB LEDATSUB.SUB	OBSRED.CMD LEEDAT.SUB	Calcula el tamaño óptimo para recortar una imagen cuadrada. Lee del archivo de datos de la imagen los datos guardados en los siguientes campos OBJECT. RA. DECL. EPOCA. DATE. DJref, OBSERVER, ORIGIN, TELESCOP, INSTRUM. Evita que haya muchos niveles de decisión (if) al correr el LISTADAT.CMD.
LEECORD.SUB	CORDENAD.SUB DATAFILE.CMD DATATIME.SUB	Lee del archivo \par\cordenad.par los valores de las coordenadas RA y $\delta$ y la EPOCA que se desean agregar a los archivos de datos de las imágenes.
LEEDAT.SUB	LEELISTA.CMD LISTADAT.CMD APAIRMAS.CMD APPHASE.CMD	Lee del archivo de datos de la imagen los datos guardados en los siguientes campos IMAGTYPE, UT, ST, DJ, EXPTIME, GAIN, FILTER, Z, AZIMUT, t, AIRMASS, MAGINSTR, CTE, I <sub>max</sub> I <sub>min</sub> , SKYRING, SKYWIDTH, SKYAVG, SKYSTD, SKYDEV, PHASE1, COMMENT, RSN <sub>max</sub> , RSN <sub>avg</sub> , FIT, Xshift, Yshift, FWHMX, FWHMY.
LEEFIL.SUB	PHOT.CMD	Lee del archivo de datos de la imagen los datos guardados en los siguientes campos IMAGTYPE, OBJECT, EXPTIME, GAIN, FILTER, AIRMASS.
LOOPRANG.SUB	APAIRMAS.CMD APENCORD.CMD APPHASE.CMD CENTLIST.CMD DUPLICAR.CMD EDITLIST.CMD EXPORFIT.CMD LEELISTA.CMD LISTADAT.CMD LOADMAG.CMD OBSRED.CMD OPEN.CMD PHOTBAT.CMD PROM.CMD RENAME.CMD SETCMD.CMD	Define mediante consultas al usuario el rango de imágenes ó archivos sobre los cuales se va a operar. Es utilizado por los macros que trabajan secuencialmente sobre una serie de imágenes.

	UNZIP.CMD ZIP.CMD	
PEN.SUB	STARTUP.CMD	Define los colores para graficar las distintas matrices. Como es ejecutado por el STARTUP.CMD este macro actúa al iniciar PMIS.
PHOTASK.SUB	PHOT.CMD	Pregunta al usuario datos de imagen: tiempo de exposición [seg], ganancia [1 o 4] y filtro [B,V,R,I o N].
PHOTPAR.SUB	PHOT.CMD	Lee los parámetros de trabajo del archivo \par\photpar.par y permite la confirmación de los mismos por parte del usuario. Luego los graba en el mismo archivo.
PHOTSKY.SUB	PHOT.CMD	Calcula la intensidad del cielo en un anillo centrado en la estrella.
PLOTARAY.SUB	PHOT.CMD	Grafica los datos de las matrices en uso de magnitudes y RSN.
POLYDEF.SUB	POLYDEF.CMD	Define los diafragmas poligonales (casi circulares) de la estrella centrados en el punto de máxima intensidad. Para ello utiliza 359 puntos predefinidos que parametrizan discretamente una circunferencia.
PRECES.SUB	PRECESAR.SUB	Calcula los valores de la precesión de las coordenadas ecuatoriales de una época para la fecha dada, con las fórmulas de reducción aproximada obtenidas del Expl. Suppl., pág. 104-106
PRECESAR.SUB	OBJETDAT.CMD PRECESAR.CMD	Precesa las coordenadas ecuatoriales de una época para la fecha.
SEEING.SUB	SEEING.CMD PHOT.CMD	Calcula el ancho mitad en x e y de la imagen estelar.
SIDE.SUB	AIRMASK.CMD TIEMPO.CMD TIMEASK.CMD TSID.SUB	Calcula el TS local a partir del TSa0TU y de la $\lambda_{LP}$ .
SIGNOISE.SUB	PHOT.CMD	Calcula el valor de la RSN según la expresión (Howell 1989), $RSN = N_{tot} / \{N_{tot} + n_{pix} \cdot [N_{sky} + N_{darkcurr} + N_{rdnoise}^2]\}^{1/2}$ Ntot: número total de fotones (con el cielo sustraído) en el diafragma. npix: número de pixels contenidos dentro del diafragma. Nsky: número de fotones por pixel debidos al cielo en el diafragma. Ndarkcurr: número de fotones por pixel debidos a la corriente de oscuridad. Nrdnoise: ruido de lectura en electrones por pixel.
TS0TU.SUB	AIRMASK.CMD TIEMPO.CMD TIMEASK.CMD TSID.SUB	Calcula el TSa0TU mediante la expresión $TS_{0hTU} \text{ [horas]} = A + B \cdot \Delta T + C \cdot \Delta T^2$ A = 6.6973744 h B = 2400.051336944 h C = 2.58611x10 <sup>-5</sup> h ΔT = siglos de 36525 días medios desde el 1/1/2000 a las 12h de TU.
TSID.SUB	T.CMD	Calcula el DJ y el TS local y a 0h de TU a partir de la fecha, hora y $\lambda_{LP}$ .
WEEKDAY.SUB	TIEMPO.CMD	Calcula el día de la semana. Fórmula extraída del Explanatory Supplement. pág. 603-604
Z.SUB	TIMEASK.CMD AIRMASK.CMD APAIRMAS.SUB DATATIME.SUB T.CMD	Calcula la sec Z y Z a partir de las expresiones $\sec Z = 1 / (\sin \phi_{LP} \cdot \sin \delta + \cos \phi_{LP} \cdot \cos \delta \cdot \cos t)$ y $Z [^\circ] = \frac{180}{\pi} \arctg \sqrt{\sec^2 Z - 1}$ Si sec Z < 0 → Objeto debajo del horizonte → Z = 180 - Z

## Directorio C:\PMIS\E\AUXILIAR

Estos archivos guardan los valores por defecto de algunas variables y son utilizados internamente por los macros, por lo que no es conveniente que sean editados para evitar que queden variables indefinidas durante la ejecución de los macros.

Archivo	Datos almacenados
DATA.AUX	Tiempo de exposición, ganancia y filtro para el macro \SUB\PHOTASK.SUB
EXPTIME.AUX	Tiempo de exposición expresado en seg.
LISTFILE.AUX	Nombre del archivo para el listado de datos (macro LISTADAT.CMD)
NROARRAY.AUX	Número de matriz de almacenamiento (macro PHOT.CMD)
NROFILE.AUX	Número de archivo de imagen
TIPO.AUX	Tipo de imagen
WORKDIR.AUX	Directorio de trabajo

## Directorio C:\PMIS\E\PAR

Estos archivos guardan parámetros ó valores por defecto de variables. Pueden editarse para ser modificados rápidamente.

CORDENAD.PAR:	Almacena los valores por defecto para las coordenadas
RA	= Ascensión recta [hh:mm:ss].
DECL	= Declinación [ $\pm$ gg:mm:ss].
EPOCA	= Época a la que están referidas las coordenadas [Ej.: 1998.5].
DATAPAR.PAR:	Almacena los valores default para el registro de datos de imagen
GAIN	= Ganancia [1 o 4].
FILTER	= Filtro utilizado [B V R I N].
OBJETO	= Objeto en observación.
OBSERVER	= Nombre del observador.
APPHASE	= Indica si agrega el valor de la fase al archivo de datos [y=sí, n=no].
PHOTPAR.PAR:	Almacena los parámetros de funcionamiento para el macro PHOT.CMD
AUTOMAT	= Indica si determina automáticamente el número de matriz de almacenamiento interno de datos. [y=sí, n=no]
CENTRAR	= Indica si se centrará la imagen en el pixel de máxima intensidad. [y=sí, n=no]
PLOTHIST	= Indica la opción de graficar el histograma de la imagen. [y=sí, n=no]
INTERACT	= Permite al usuario ingresar el valor de intensidad del cielo. [y=sí, n=no]
RDNOISE	= Especifica el ruido de lectura del CCD en electrones.
DARKCURR	= Especifica la corriente de oscuridad en electrones/seg/pix.
GAIN1	= Especifica la ganancia (electrones/ADU) en la configuración GAIN=1.
GAIN4	= Especifica la ganancia (electrones/ADU) en la configuración GAIN=4.
CTE	= Valor de la constante de calibración sin filtro.
CTE[B]	= Valor de la constante de calibración con filtro B.
CTE[V]	= Valor de la constante de calibración con filtro V.
CTE[R]	= Valor de la constante de calibración con filtro R.
CTE[I]	= Valor de la constante de calibración con filtro I.
INDIAF	= Radio en pixels del primer diafragma de medición.
INCREMENT	= Valor en pixels del incremento radio de los sucesivos diafragmas.
CANTIDAD	= Cantidad de diafragmas a utilizar para la curva de crecimiento.
SKYRING	= Radio interno en pixels del anillo de cielo.
SKYWIDTH	= Ancho en pixels del anillo de cielo.
LEEARCHI	= Indica si se leerán los datos de la imagen a partir del archivo de datos o si serán ingresados por el usuario. [y=sí, n=no]
SAVEMAG	= Indica si se guardarán en archivo todas las magnitudes de la curva. [y=sí, n=no]
APENMAG	= Especifica si se agrega al archivo de datos la Mag. Instr. y la RSN. [y=sí, n=no]

## Directorio de trabajo

En líneas generales, las imágenes adquiridas durante la observación van siendo almacenadas en el disco rígido de la PC, en un "*directorio de trabajo*". Por conveniencia se adopta un nombre que permita especificar la noche de observación. Los 4 primeros dígitos indican los días entre los cuales está comprendida la noche, los 2 siguientes indican el mes y los 2 últimos el año. Ejemplo: 19201198 indica la noche entre el 19 y el 20 de noviembre de 1998. De esta manera se evita la ambigüedad de saber si la noche es anterior o posterior a la fecha indicada. Una vez creado el directorio de trabajo, se ingresa el *path* completo con el macro WORKDIR.CMD. A partir de ahí, toda actividad de lectura y/o escritura de archivos de datos e imágenes estará dirigida a este directorio.

En este directorio se guardan las imágenes FITS en archivos con extensión ".FIT". Cada imagen FIT ocupa una extensión de 446400 bytes ( $\approx 1/2$  Mb) y están acompañadas por un archivo de texto que lleva el mismo nombre de la imagen pero con extensión ".DAT". En este último se guardan todos los datos referentes a dicha imagen.

Para permitir el manejo secuencial de imágenes y datos mediante macros, los nombres de los archivos de imagen .FIT están formados por un prefijo de hasta 6 dígitos que puede estar asociado al objeto o tipo de objeto contenido en la imagen, seguido por 2 dígitos de orden numérico, por ejemplo "TUMUSCA17.FIT", "BIAS03.FIT" u "OBS24.FIT". Los archivos de datos de cada imagen llevan el mismo nombre con extensión \*.DAT y son generados por el macro DATAFILE.CMD. El observador debe ejecutar este macro una vez que ha sido almacenada la imagen.

Se muestra a continuación el contenido de un archivo \*.DAT. Las dos primeras filas se agregaron aquí para indicar la columna, pero no aparecen en los archivos .

```
0000000001111111111222222222333333333344444444445555555555
12345678901234567890123456789012345678901234567890123456789
```

```
IMAGTYPE=          com
OBJECT   =          HD35734
RA       =          05:27:00
DECL    =          -12:41:51
EPOCA   =          J2000.0
DATE    =[de TU]   01/12/1998
UT      =          3.26056
ST      =          4.0507
DJref   =          2451100
DJ      =          48.6359
J       =          J1998+0.914814
```

```

EXPTIME =[seg]          40
GAIN     =[1 0 4]       4
FILTER   =[B,V,R,I,N]  V
Z        =              29.2181
AZIMUT   =[S-W-N-E]    225.713
t        =[horas]      22.6007
AIRMASS  =              1.14545
OBSERVER=              EFLajus
ORIGIN   =              OBSERVATORIO DE LA PLATA
TELESCOP=              REFLECTOR 0.80m
INSTRUM  =              CCD Photometrics Star 1
COMMENT  =              -

```

Del bit 1 al 8 justificado a la izquierda se especifica el campo, el bit 9 contiene el símbolo "=", los bit 10 al 29 sólo contienen especificaciones referidas a los campos, y del bit 30 en adelante justificado a izquierda se indica el valor del campo. Esta disposición fue realizada para mantener una estructura similar a la de los headers de las imágenes FITS (Wells et al 1981). Incluso, los nombres de la mayoría de los campos son los comúnmente adoptados para imágenes astronómicas.

En el directorio de trabajo se guardan también los archivos con los valores obtenidos por el macro PHOT para la curva de crecimiento y la RSN. Estos archivos llevan el nombre de la imagen con extensiones .MAG y .RSN respectivamente.

Las abreviaturas utilizadas en la descripción de los macros son las siguientes:

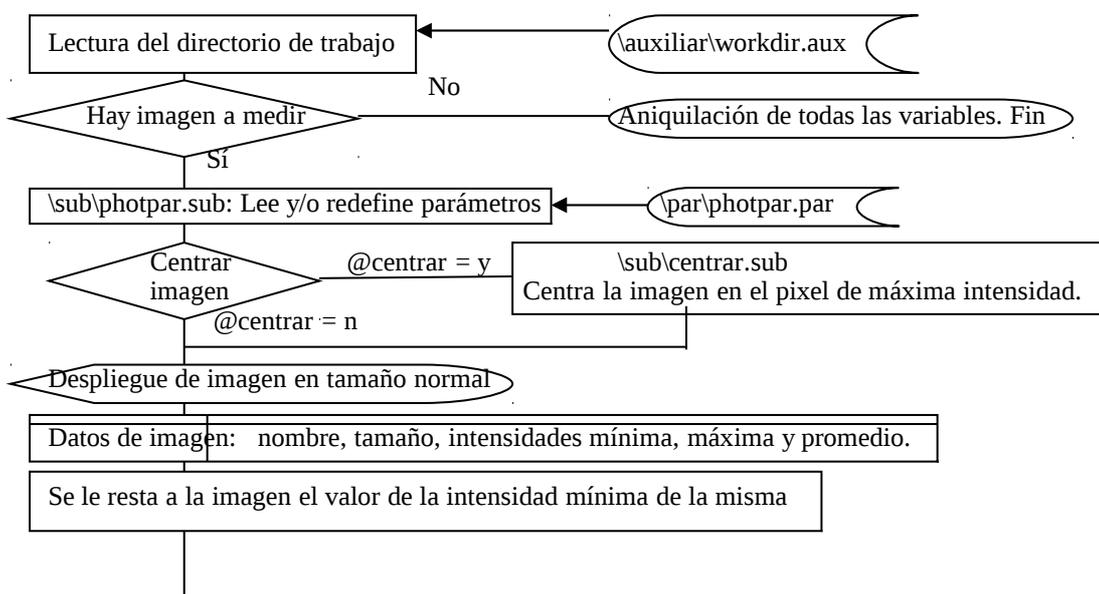
t	Ángulo horario.	$\phi_{LP}$	Latitud de La Plata = $-34^{\circ} 54'$ .
RA	Ascensión Recta.	$\lambda_{LP}$	Longitud de La Plata = $3h 51m 43.74 s$ .
A	Azimut.	X	Masa de aire.
$\delta$	Declinación.	ROI	Región de interés (Region of interest).
DJ	Día juliano.	RSN	Relación señal ruido.
Z	Distancia cenital.	TSa0TU	Tiempo sidéreo a 0 horas de TU.
DP	Distancia Polar	TS	Tiempo sidéreo.
HLA	Hora legal argentina.	TU	Tiempo universal.

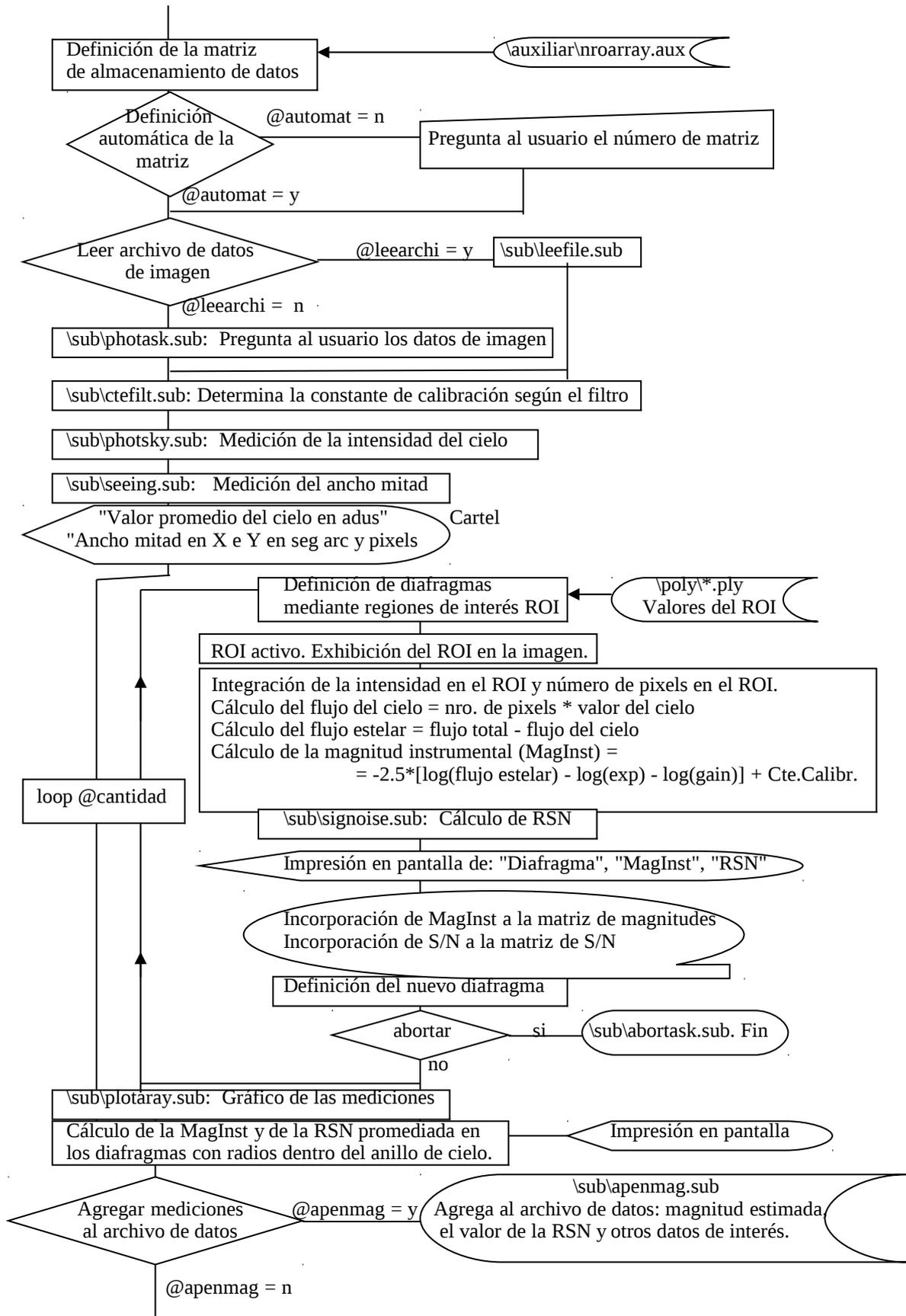
## Macro PHOT

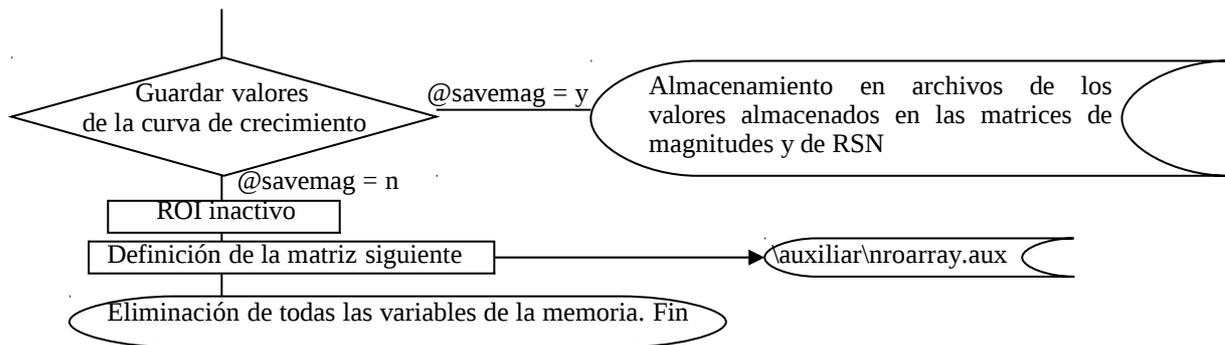
El Macro PHOT permite determinar la magnitud instrumental para la imagen estelar activa según la fórmula [5] mediante el cálculo de la curva de crecimiento. Para ello, el usuario especifica en el archivo PHOTPAR.PAR los parámetros con los cuales se construirá la curva, como por ejemplo el radio interno del anillo dentro del cual se determinará el valor del cielo, el ancho en pixels de dicho anillo, la cantidad de diafragmas con los que se construirá la curva, el radio en pixels del diafragma más pequeño y el valor en que se incrementará el radio para obtener los sucesivos diafragmas. Deben especificarse otros parámetros que se detallan en la descripción de los contenidos del archivo PHOTPAR.PAR. Luego, el PHOT calcula el cielo y las magnitudes correspondientes a los distintos diafragmas y grafica estos valores en función del número de diafragma. El usuario puede correr el macro PHOT modificando los parámetros hasta conseguir la curva de crecimiento más conveniente para la determinación de la magnitud instrumental, valor que puede ser guardado en el archivo de datos de la imagen.

A continuación se muestra un diagrama de flujo que sintetiza el funcionamiento del PHOT. No se detalla el funcionamiento de los macros secundarios (\*.SUB) utilizados, cuyos listados, así como el del propio PHOT, se presentan al final de este capítulo. Las palabras precedidas por @ representan variables correspondientes a los parámetros leídos del PHOTPAR.PAR.

### Diagrama de flujo del macro PHOT.CMD







Finalizada la ejecución del macro, quedan disponibles en pantalla los gráficos de las curvas de crecimiento y de la RSN, la tabla de valores que conforman la curva de crecimiento, el valor del cielo, el ancho mitad y otros datos de interés. Además, si se seleccionó la opción de guardar estos datos, quedarán disponibles en los archivos correspondientes, que llevan extensión .MAG para los valores de las magnitudes y extensión .RSN en el caso de los valores de la RSN.

El macro PHOT, permite almacenar los resultados obtenidos en el archivo de datos de la imagen, mediante el macro APENMAG.SUB. Los datos agregados al archivo de datos \*.DAT correspondiente a una imagen se muestran en el siguiente ejemplo. Éstos se guardan con el mismo formato utilizado anteriormente por el macro DATAFILE:CMD.

```

MAGINSTR=                9.16083
CTE      =                17.22
ImaxImin=                2588
SKYRING =[Inner ring radius] 50
SKYWIDTH=[Ancho del anillo]  20
SKYAVG  =[Sky average]       127.22
SKYSTD  =[Desv.Standard]     4.36111
SKYDEV  =[Desv.Absol.Media]  3.41003
RSNmax  =                  1391.73
RSNavg  =                  547.215
FIT     =                  -
Xshift  =                  -22
Yshift  =                   56
FWHMX   =[pixels]           10
FWHMY   =[pixels]            7
  
```

La explicación de cada campo se encuentra en la descripción del macro APENMAG.SUB.

Por tratarse de uno de los macros más importantes, se presentan en el Apéndice los listados del macro PHOT.CMD y el de todos los macros secundarios que utiliza.

## Capítulo 4

# **Observaciones realizadas con el Telescopio Reflector + CCD**

## Objetos observados

Una vez instalada la cámara CCD en el Telescopio Reflector de La Plata, se comenzaron a realizar observaciones de distinta índole a fin de verificar las posibilidades de su uso en investigaciones que requieren de observaciones astronómicas. En julio de 1994 y a modo de prueba, las observaciones, estuvieron enfocadas hacia Júpiter, con motivo del impacto del cometa Shoemaker-Levy 9. Se obtuvieron numerosas imágenes (ver Imagen 2.1) en las cuales podían apreciarse notablemente los resultados de los impactos como manchas oscuras sobre la superficie gaseosa de Júpiter.

Posteriormente, se comenzó con un programa de observación de la estrella Wolf-Rayet HD5980 en la Nube Menor de Magallanes, cuya curva de luz fue publicada en 1996. Las observaciones de HD5980 continuaron hasta 1997. Se realizaron además observaciones de otros objetos como la estrella pulsante de corto periodo SX Phoenicis, la nebulosa planetaria IC418 con su estrella central y la binaria eclipsante TU Muscae, cuyos resultados se presentarán a continuación. Otras variables fueron observadas pero los datos no han sido reducidos aún.

Además se hicieron observaciones en campos de estrellas standard para analizar la posibilidad de efectuar fotometría absoluta en el Observatorio de La Plata.

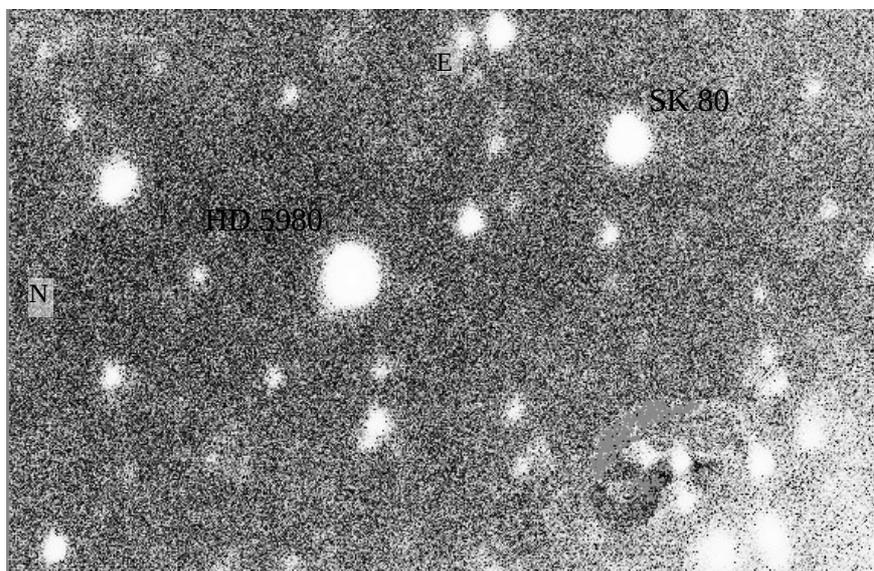
A lo largo de todas las observaciones han participado numerosos investigadores y estudiantes de la carrera de Astronomía de la Fac. de Cs. Astronómicas y Geofísicas, quienes asistieron de manera comprometida, colaborando durante las mismas. Entre 1994 y 1995 las observaciones de HD 5980 estuvieron a cargo de un grupo de observación constituido por: Barbá, R.H.; Baume, G.L.; Bosch, G.L.; Cellone, S.A.; Feinstein, C.; Fernández Lajús, E.; Méndez, R.M.; Morrell, N. En 1996 y 1997 las observaciones de HD 5980 fueron realizadas por: Baume, G.L.; Fernández Lajús, E.; Gamen, R.; Morrell, N. En las observaciones de SX Phe han participado Fernández Lajús, E.; Gamen, R.; Giorgi, E.; Hägele, G.; Sosa, A. y en las de TU Mus: Duronea, N.; Fernández Lajús, E.; Folatelli, G.; Gamen, R.; Giorgi, E.; Hägele, G. Todas las observaciones de IC418 y de estrellas standards fueron hechas por Fernández Lajús, E.

Con excepción de las observaciones publicadas de HD5980 de 1994 y 1995, todas las observaciones presentadas en este capítulo estuvieron a cargo del autor de este trabajo, así como las reducciones, mediciones e interpretaciones de las observaciones.

## HD 5980

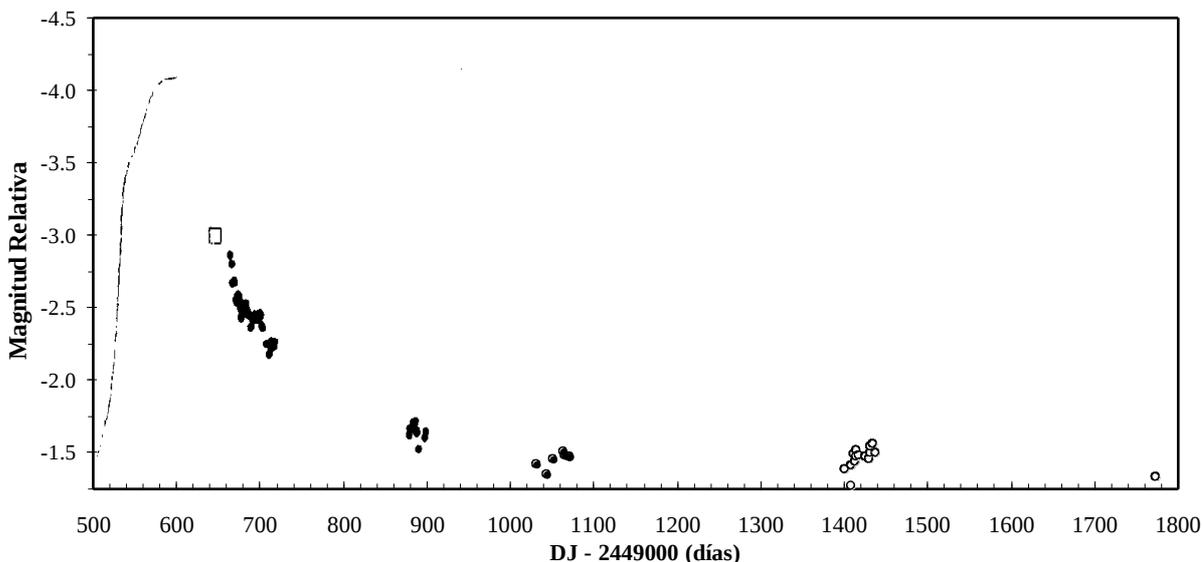
HD 5980 ( $AR_{2000} = 1\text{h } 01\text{m } 40\text{s}$ ,  $\delta_{2000} = -72^\circ 11'$ ) es una binaria eclipsante con espectro del tipo Wolf-Rayet, perteneciente a la Nube Menor de Magallanes. Esta binaria tiene un periodo orbital de 19.266 días. A mediados de 1994 la estrella aumento rápidamente de brillo y el espectro WR cambió rápidamente al de una Variable Luminosa Azul, motivo por el cual se comenzaron a realizar observaciones fotométricas con el Telescopio Reflector del Observatorio de La Plata.

Se obtuvieron imágenes CCD directas de HD 5980 durante 75 noches entre noviembre de 1994 y noviembre de 1997. Debido a la magnitud de esta estrella, la ganancia del CCD fue puesta en 12.5 e<sup>-</sup>/ADU y los tiempos de exposición típicos fueron de 60 seg. Durante cada noche se adquirieron al menos 10 imágenes. Afortunadamente, el campo del CCD incluía tanto a HD 5980 como a la estrella cercana Sk 80 ( $V = 12^m.35$ ) de tipo Of. Esta última presenta un brillo casi constante, de modo que se utilizó como estrella de referencia. Dado que oportunamente no se disponía de los filtros adecuados, se trabajó en luz blanca. El pasabanda resultante de la combinación "Telescopio Reflector + CCD" resultó similar a las bandas integradas V y R de Johnson.

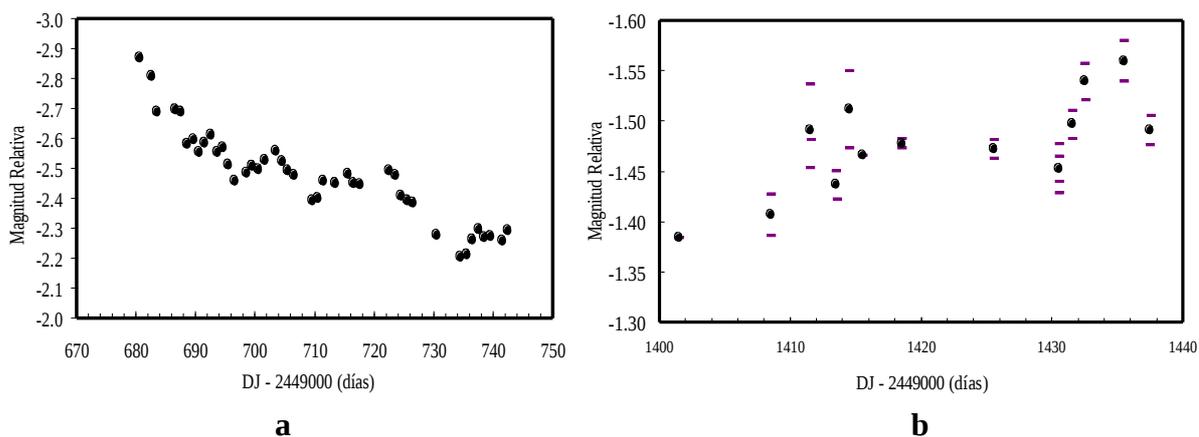


**Imagen. 4.1.** Imagen de HD 5980 tomada la noche del 21-22/11/1997, con una exposición de 100 seg, en ganancia 4 y procesada por *bias* y *flatfield*. HD 5980 es el objeto más brillante. La estrella que le sigue en brillo arriba a su derecha es SK80 utilizada como comparación. El resplandor observado abajo a la derecha de la imagen se debe al cúmulo estelar NGC 346. A pesar de haber sido corregida por *flatfield*, la imagen presenta aún algunas irregularidades debidas a granos de polvo.

Las imágenes adquiridas entre 1994 y 1995 fueron procesadas y medidas por los Dres. R. H. Barbá y S. A. Cellone mediante fotometría de apertura con el paquete APPHOT de IRAF. Cada imagen fue corregida por *bias* y *flat-field* y luego fueron combinadas para obtener una imagen con mejor relación señal ruido. Una vez determinadas las magnitudes instrumentales de HD 5980 y de Sk 80 a partir de la imagen resultante, se obtuvo la magnitud relativa  $\Delta m = m_{HD\ 5980}^{Instr} - m_{Sk\ 80}^{Instr}$  para esa noche.



**Fig. 4.1.** Curva de luz de HD5980. La línea representa una aproximación de observaciones visuales y el cuadrado corresponde a un valor de V medido por Barbá et al. (1995). Los círculos fueron obtenidos con el telescopio reflector. Los puntos llenos negros corresponden a observaciones realizadas en 1994 y 1995 y reducidas con APPHOT. Los círculos huecos fueron reducidos con el macro PHOT de observaciones de 1996 y 1997.



**Fig. 4.2.** a) Una vista más detallada de las observaciones de 1994 (Cellone et al. 1996). b) Observaciones realizadas en 1996. Las barras horizontales corresponden a distintas medidas de una misma noche y los puntos negros al promedio de ellas.

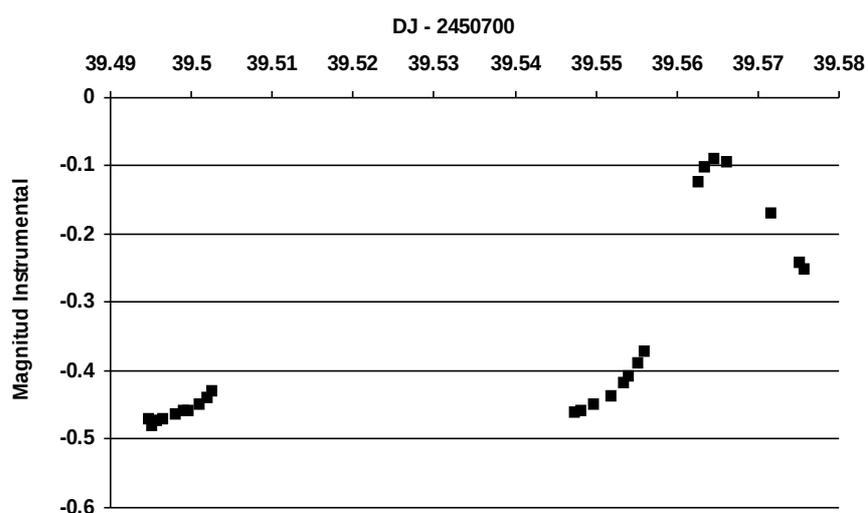
Las observaciones posteriores, realizadas entre Noviembre de 1996 y Noviembre de 1997 fueron medidas con fotometría de apertura utilizando la curva de crecimiento mediante el macro PHOT de PMIS. En esta oportunidad las imágenes no fueron reducidas por *bias* ni *flat-field*, debido a que las imágenes *bias* y *flat-field* originales se perdieron. Las imágenes de cada noche también fueron convenientemente combinadas tomando una imagen promedio de varias de ellas, resultando por cada noche entre 1 y 3 medidas de  $\Delta M$ .

Todos los valores obtenidos se grafican en la Fig. 4.1 en función del día juliano para el instante de la observación. La curva de luz resultante está complementada por una aproximación dibujada de las observaciones visuales publicadas por Bateson & Jones (1994) y una medida de la magnitud V obtenida por Barbá et al. (1995). En las figuras siguientes se muestra en forma más detallada la curva de luz en rangos temporales más reducidos. La Fig. 4.2.a corresponde a observaciones de 1994 (Cellone et al. 1996) y la Fig. 4.2.b a observaciones de 1996.

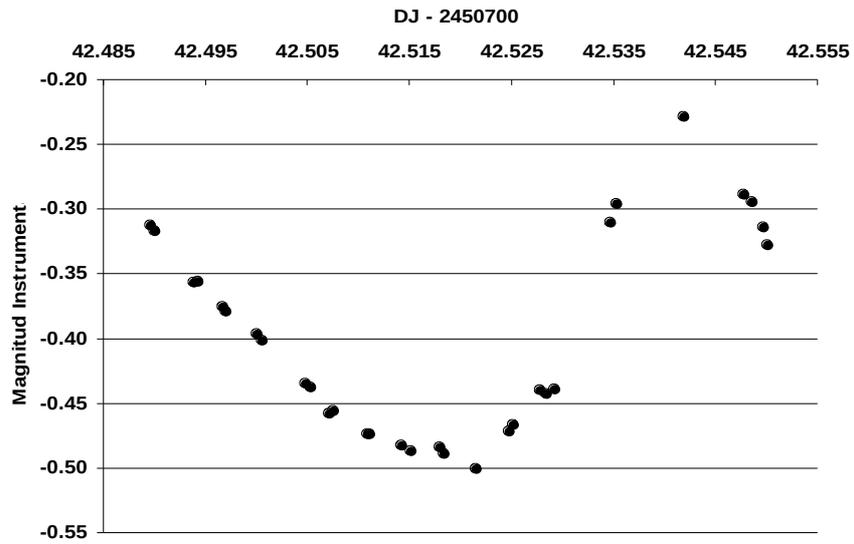
## SX Phoenicis

SX Phoenicis (HD = 223065, AR<sub>2000.0</sub> = 23h 46m 32s,  $\delta_{2000.0}$  = - 41 34' 53", V = 6.76 - 7.53,  $\langle V \rangle$  = 7.15, T.E. A5-F4) es una estrella pulsante multimodal de corto periodo, prototipo del grupo de variables SX Phe, que suelen encontrarse aisladas o en cúmulos globulares. Estas estrellas están caracterizadas por su corto periodo  $P = 0^d.03 - 0^d.08$ , son pobres en metales, con amplitudes de variación de brillo típicas de  $0^m.3$  a  $0^m.7$ . Se las suele denominar "cefeidas enanas" junto con las variables  $\delta$  Scuti de gran amplitud, las cuales presentan variaciones similares en brillo y temperatura, aunque son más ricas en metales. La variabilidad de SX Phe fue descubierta en 1952 y es de particular interés por ser la más brillante de su tipo, estar a altas latitudes galácticas  $b = - 70^\circ.4$  y tener una paralaje medible  $p = 0''.026 \pm 0''.007$ . Además es una variable de doble modo, con frecuencias  $f_1 = 18.1938$  c/d ( $P_1 = 0.05496$  d) y  $f_2 = 23.3818$  c/d ( $P_2 = 0.04277$  d) correspondientes al modo fundamental y al primer armónico de pulsación radial (Kim et al 1993). Se conocen otras 16 frecuencias en las variaciones de brillo de SX Phe que son armónicos o combinaciones de las dos frecuencias  $f_1$  y  $f_2$ .

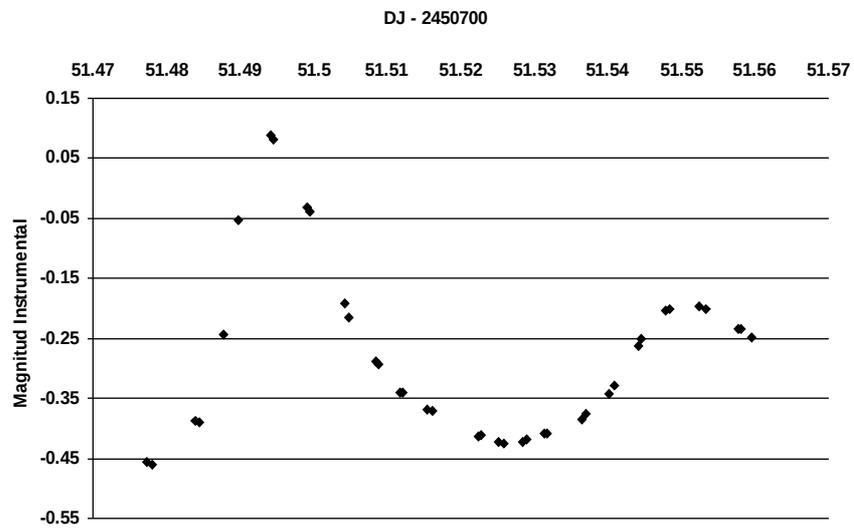
Debido al brillo y corto periodo de SX Phe, se realizaron observaciones de esta variable con el Telescopio Reflector entre el 20 de octubre y el 1 de noviembre de 1997 con el objeto mostrar el rango de variabilidad detectable con el instrumento. Las imágenes obtenidas en luz blanca fueron medidas con el macro PHOT, pero no fueron comparadas con ninguna estrella debido a que no aparecía ninguna en el mismo campo de las imágenes. Debido a la corta escala de tiempo de las variaciones resultaría inútil cambiar el campo para obtener imágenes de comparación. Por lo tanto no se trata de fotometría diferencial.



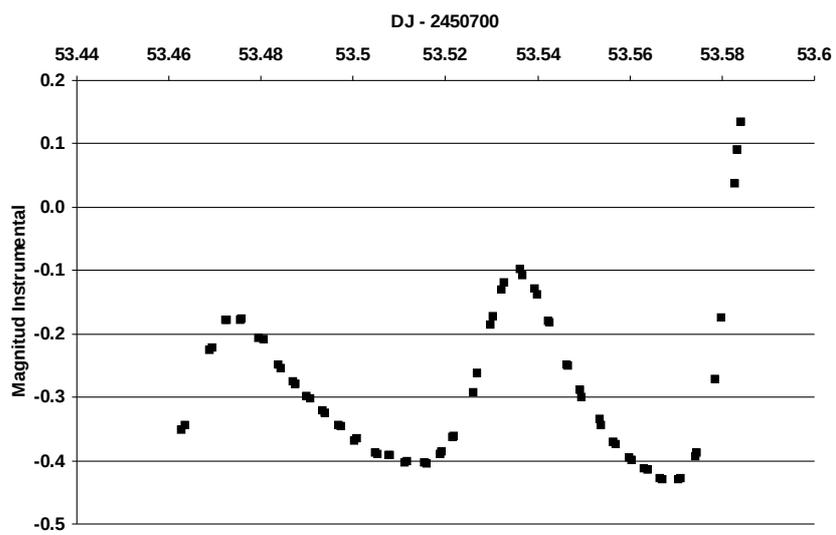
a



b

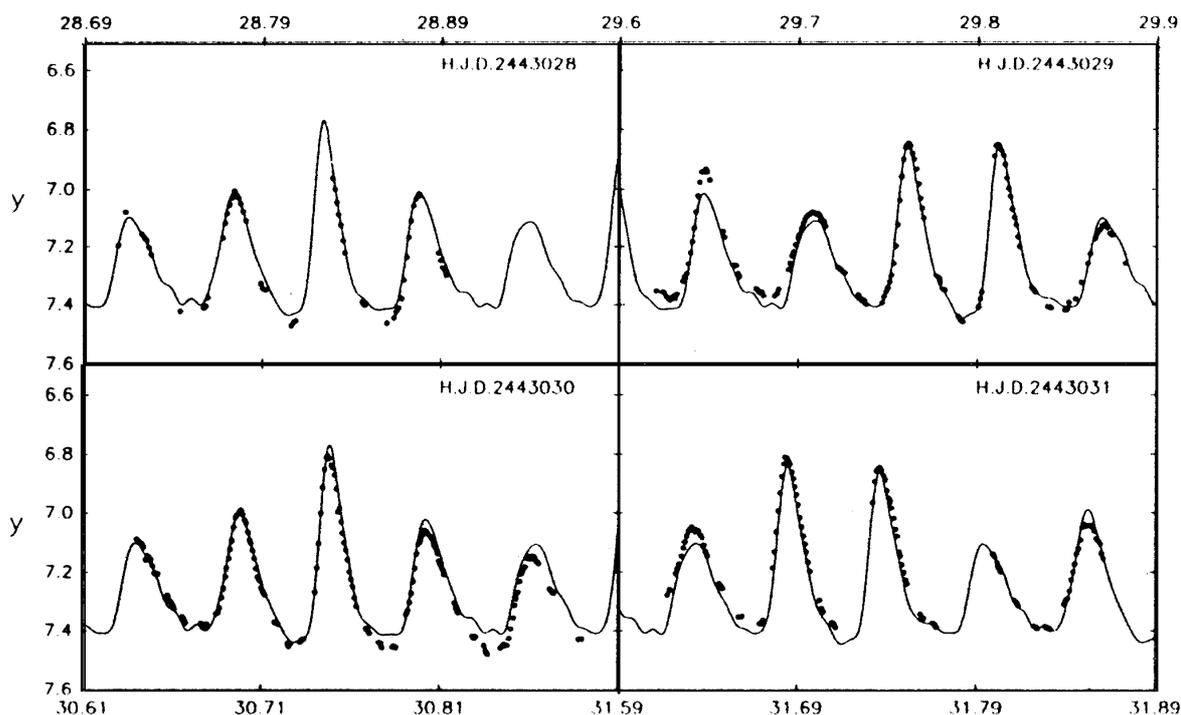


c



d

Fig. 4.3. Curvas de luz de SX Phe.



**Fig. 4.4.** Se muestra a modo de comparación las observaciones obtenidas con filtro "y" por Kim et al. (1993). La línea continua corresponde a un ajuste de las observaciones a una solución calculada a partir de un análisis de Fourier.

Las medidas de cada gráfico corresponden a intervalos de tiempo breves (menos de 3 horas) y no deben tomarse como valores absolutos sino como simples valores instrumentales sin corrección por extinción.

Las curvas de la Fig. 4.3 representan la magnitud instrumental registrada en función del tiempo. Los ceros para las distintas curvas no coinciden.

La Fig. 4.4 corresponde a las observaciones de Kim et al (1993) y se presenta para comparación con las observaciones realizadas desde La Plata. Por ejemplo, puede notarse claramente la similitud de la curva de la Fig. 4.3d con las primeras oscilaciones de la curva inferior izquierda de la Fig. 4.4.

## IC 418

IC 418 ( $AR_{2000.0} = 05h\ 27m\ 28.2s$ ,  $\delta_{2000.0} = -12^\circ\ 41'\ 50''.86$ ) es una nebulosa planetaria cuya estrella central HD 35914 es una de las pocas con magnitud aparente visual más brillante que 10. Se sabe que HD 35914 exhibe dos clases distintas de variabilidad, una irregular con una escala de tiempo de días y variaciones cíclicas con una escala de tiempo de 6.5 horas, las cuales no son exactamente periódicas.



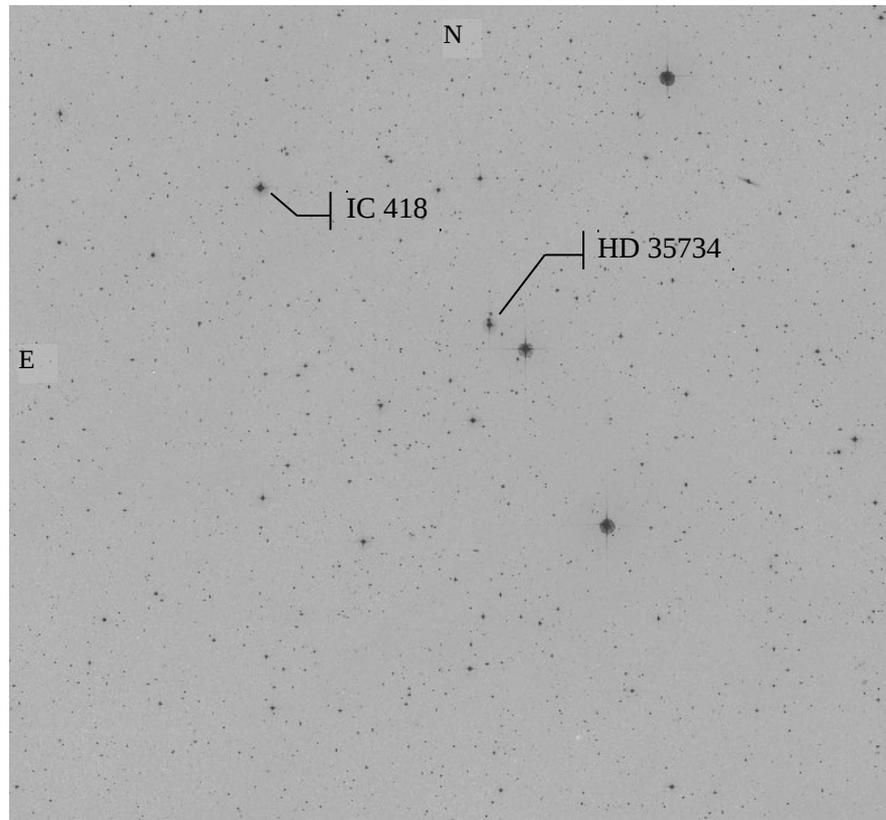
**Imagen 4.2. Exposición de IC 418 con filtro V. Puede apreciarse la estrella central HD 35914 y la nebulosa a su alrededor con un diámetro aproximado de 50 pixels ( $\approx 15''$  arco).**

En octubre de 1998 se realizaron observaciones fotométricas de IC 418 relativas a la estrella de comparación HD 35734 ( $AR_{2000.0} = 05h\ 26m\ 16.0s$ ,  $\delta_{2000.0} = -12^\circ\ 52'\ 26''.48$ ), la misma que ha sido utilizada en investigaciones anteriores (Méndez, 1983, 1986). Otras dos medidas aisladas fueron adquiridas en diciembre de 1998 y enero de 1999. HD 35734 es una estrella de magnitud 9 de tipo espectral A0V y no se conoce que presente variabilidad al menos dentro de la precisión empleada. Dado que se encuentra a una distancia angular de  $20.5'$  de arco de IC 418, ambos objetos debieron ser registrados en imágenes diferentes.

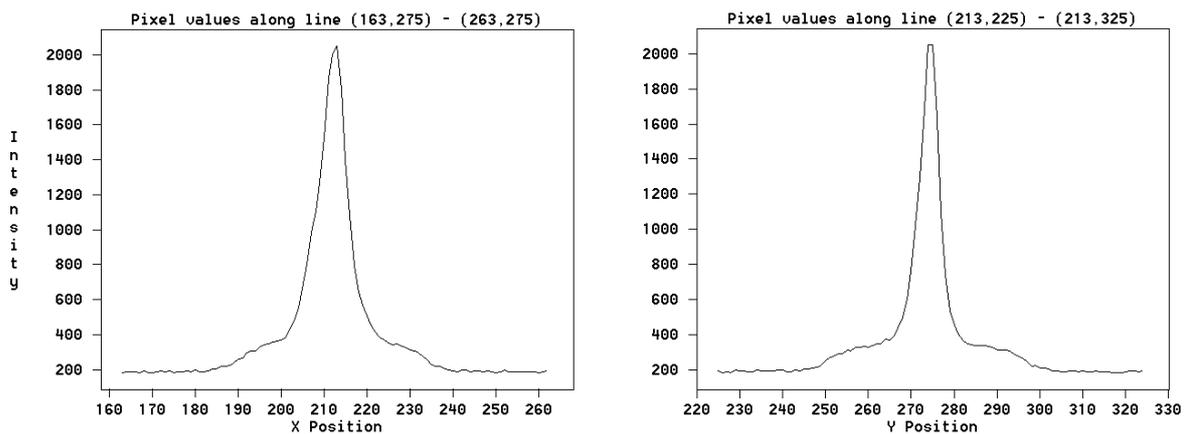
Todas las imágenes fueron adquiridas con el filtro V, con la cámara en opción de ganancia 4. Los tiempos de exposición típicos para ambos objetos fueron de 40 seg.

En los perfiles de intensidad de IC 418 (fig. 4.5), el pico central corresponde a HD 35914. La meseta a su alrededor se debe a la nebulosa y presenta un diámetro aproximado de 50 pixels ( $\approx 15''$ ). Por esto, se ha tomado un anillo interno de 50 pixels con un ancho de 20 pixels para medir el cielo. Los radios de abertura considerados para la determinación de la

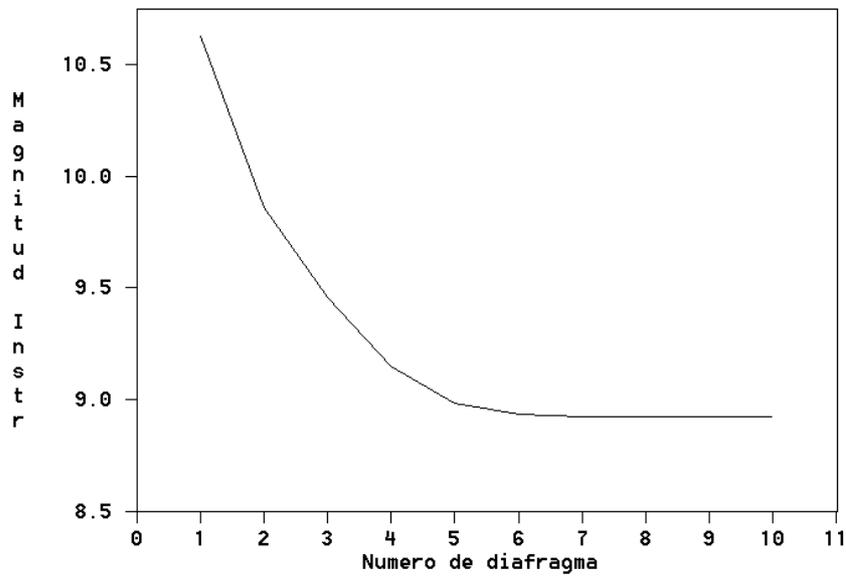
magnitud fueron 50, 60 y 70 pixels. Con estos mismos parámetros han sido medidas las imágenes de la estrella de comparación.



**Imagen 4.3.** Carta de identificación de la Nebulosa Planetaria IC 418 y su estrella de comparación HD 35734. La carta cubre un área aproximada de  $1^\circ \times 1^\circ$ . Centro de la carta:  $AR_{2000.0} = 5^h 26^m$ ,  $\delta_{2000.0} = -12^\circ 58'$ .

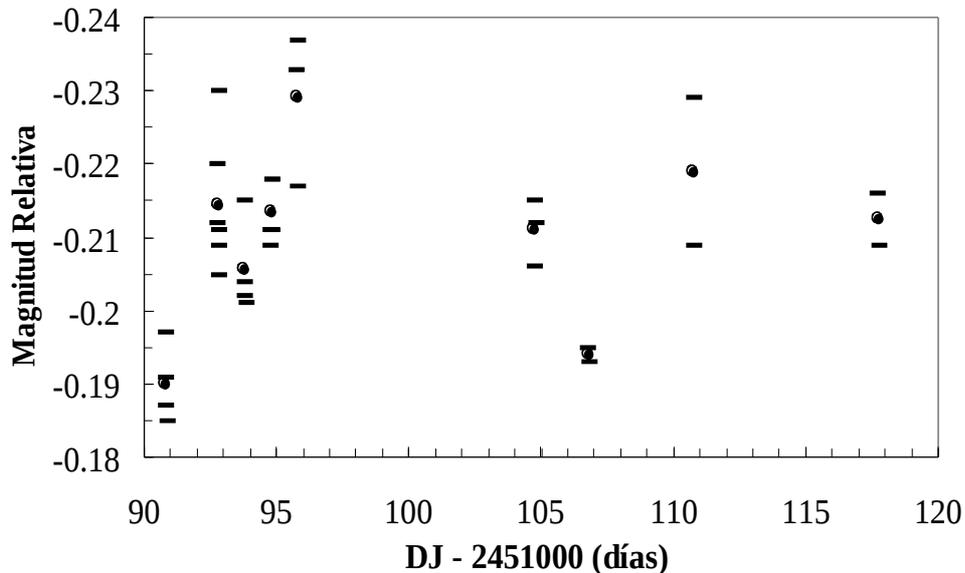


**Fig. 4.5.** Perfiles de intensidad de IC 418. El pico central corresponde a HD 35914. La nebulosa corresponde a un decaimiento más suave alrededor del pico mostrando un diámetro aproximado de 50 pixels ( $\approx 15''$ ).



**Fig. 4.6. Curva de crecimiento obtenida de una imagen de IC 418. Las abscisas dan el número de diafragma. Para obtener el radio de abertura en pixels debe multiplicarse el número de diafragma por 5.**

Dado que IC 418 y HD 35734 no coinciden en el mismo campo del CCD, se tomaron durante la observación varios grupos de cinco imágenes para cada objeto, precediendo y sucediendo a cada grupo de IC 418 con grupos de imágenes de comparación. Promediando las imágenes de cada grupo se obtuvieron las magnitudes relativas que están representadas en la fig. 4.7 por "-". Los promedios de cada noche de estas cantidades están señalados por un círculo negro en el mismo gráfico.



**Fig. 4.7. Magnitud relativa de IC 418 - HD 35734. Los puntos negros señalan el promedio de las medidas individuales realizadas durante cada noche indicadas con un guión "-".**

La dispersión de puntos se deben en parte a variaciones erráticas del brillo aparente tanto de la estrella de comparación como de IC 418, seguramente por variaciones atmosféricas locales. De modo que cualquier variabilidad inherente a la nebulosa queda enmascarada en estas variaciones. Sin embargo, puede verse que el brillo medio de IC 418 es alrededor de 0.2 magnitudes mayor que el de HD 35734. Una nueva medida realizada la noche del 16 al 17 de enero de 1999 dio una magnitud relativa media de  $-0^m.21$ . Tomando  $V = 9^m.1$  para HD 35734, se obtiene para IC 418  $V \approx 8^m.9$ .

Esto no coincide con los datos fotoeléctricos y de fotometría CCD de IC 418 encontrados en la literatura donde  $V$  varía entre 9.8 y 10 magnitudes (Handler, 1997). Observaciones fotoeléctricas anteriores realizadas con filtro  $y$  del sistema de Strömgren (Méndez, 1986) indican  $y$  entre 9.53 y 9.65 ( $y_{\text{HD 35734}} = 9.05$ ). Una posibilidad respecto a esta diferencia en brillo, podría ser que el filtro  $V$  presente alguna "fuga" que permita el traspaso de las líneas de emisión nebulares de OIII en  $\lambda 5007 \text{ \AA}$ , ubicadas del lado en que la curva de transmisión del filtro  $V$  debe tener la mayor pendiente. De no ser así, sería conveniente verificar con observaciones desde otro sitio si esta diferencia de brillo es propia de IC 418.

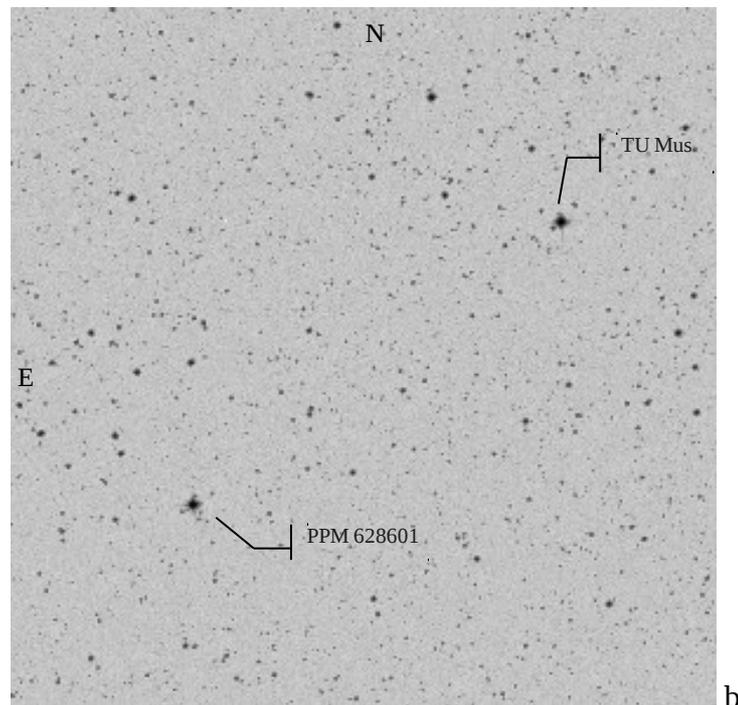
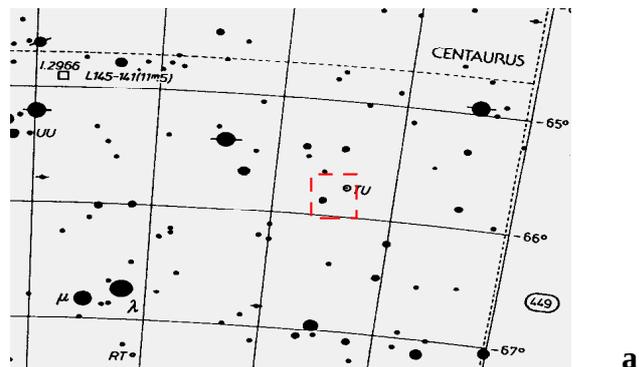
## TU Muscae

Durante junio y julio de 1997 y desde febrero hasta julio de 1998 se realizaron observaciones de la binaria eclipsante TU Mus con el fin de intentar reproducir con CCD la curva de luz fotoeléctrica (Fig. 4.11) ya publicada en la literatura por AG75 y comprobar la capacidad del instrumental para la realización de fotometría diferencial. En 1997 se comenzó a tomar imágenes con luz blanca, pues no se disponía aún de filtros. En 1998, se continuaron las observaciones en luz blanca incorporando la adquisición de imágenes con filtro V.

TU Mus fue descubierta como binaria eclipsante a fines de la década de 1920 por Oosterhoff, P.T. (1928, 1930). Sus elementos orbitales precisos fueron calculados a partir de las observaciones de doble espectro y fotoeléctricas por AG75, algunos de ellos mejorados con observaciones espectroscópicas en el UV (SLKP 95). TU Mus tiene un periodo de  $\approx 33^h.3$ . A partir de su inclinación  $i = 76^\circ$ , quedan determinadas las masas de sus componentes en 17.2 y 10.8  $M_\odot$  (SLKP 95), aunque estos valores están en discordancia con los obtenidos por AG75 de 23.5 y 15.8  $M_\odot$ . Su curva de luz (Fig. 4.11), comparada con modelos numéricos indica que se trata de un sistema binario de contacto con órbita prácticamente circular. TU Mus se destaca además por ser una de las binarias conocidas de tipo espectral más temprano O8.5V (Walborn 1982). Su distancia ha sido determinada a partir de los datos fotométricos y espectroscópicos, suponiendo una absorción visual de  $1^m.2$ . Se presentan en la tabla algunos datos de TU Mus

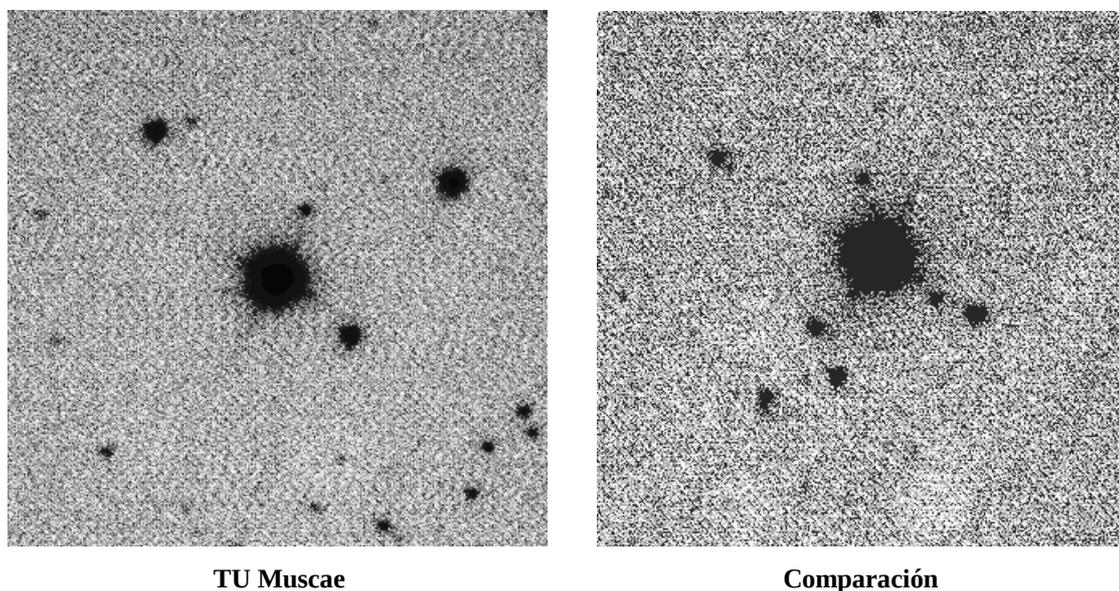
AR <sub>2000.0</sub>	11h 31m 11s
$\delta_{2000.0}$	- 65 44' 32"
b	-4°
l	295°
PPM	628579
HD	100213
SAO	251436
HIP (HIC)	56196
V (mag)	8.17 - 8.75
T.E.	O8.5V (O7.8+O8.2)
d	2.2 kpc
P (días)	1.3872833
i	76°
V <sub>0</sub> (km/seg)	- 12.7

La estrella de comparación utilizada ( $AR_{2000.0} = 11^h 32^m 42.4s$ ,  $\delta_{2000.0} = -65^\circ 51' 48''.2$ ) fue identificada como PPM 628601 (CPD-65 1680, CD-65 1106) y no posee identificación SAO ni HD. Es una estrella de magnitud visual  $\approx 7.8$  (FOKAT-S) y se encuentra a una separación angular de  $\approx 12'$  de TU Mus. Fue seleccionada por su proximidad a TU Mus y similitud en brillo aparente. De todos modos, debido a la distancia angular y al campo de CCD, debieron adquirirse imágenes separadas de ambas estrellas, adoptando la modalidad de adquirir grupos de cinco imágenes de cada estrella en forma alternada. Cada grupo de imágenes, fue adquirido siempre dentro de un lapso de tiempo inferior a 10 minutos, asegurando una precisión en la fase superior a un centésimo.



**Imagen 4.4 a) Cartas de identificación de TU Mus y su comparación (Uranometría 2000.0). Centro:  $AR_{2000.0} = 11^h 36^m$ ,  $\delta_{2000.0} = -66^\circ$ . Campo:  $\approx 3^\circ \times 2^\circ$ . b) Imagen obtenida del Digitized Sky Survey. Centro:  $AR_{2000.0} = 11^h 32^m 42^s$ ,  $\delta_{2000.0} = -65^\circ 51' 48''$ . Campo:  $0^\circ.3 \times 0^\circ.3$ .**

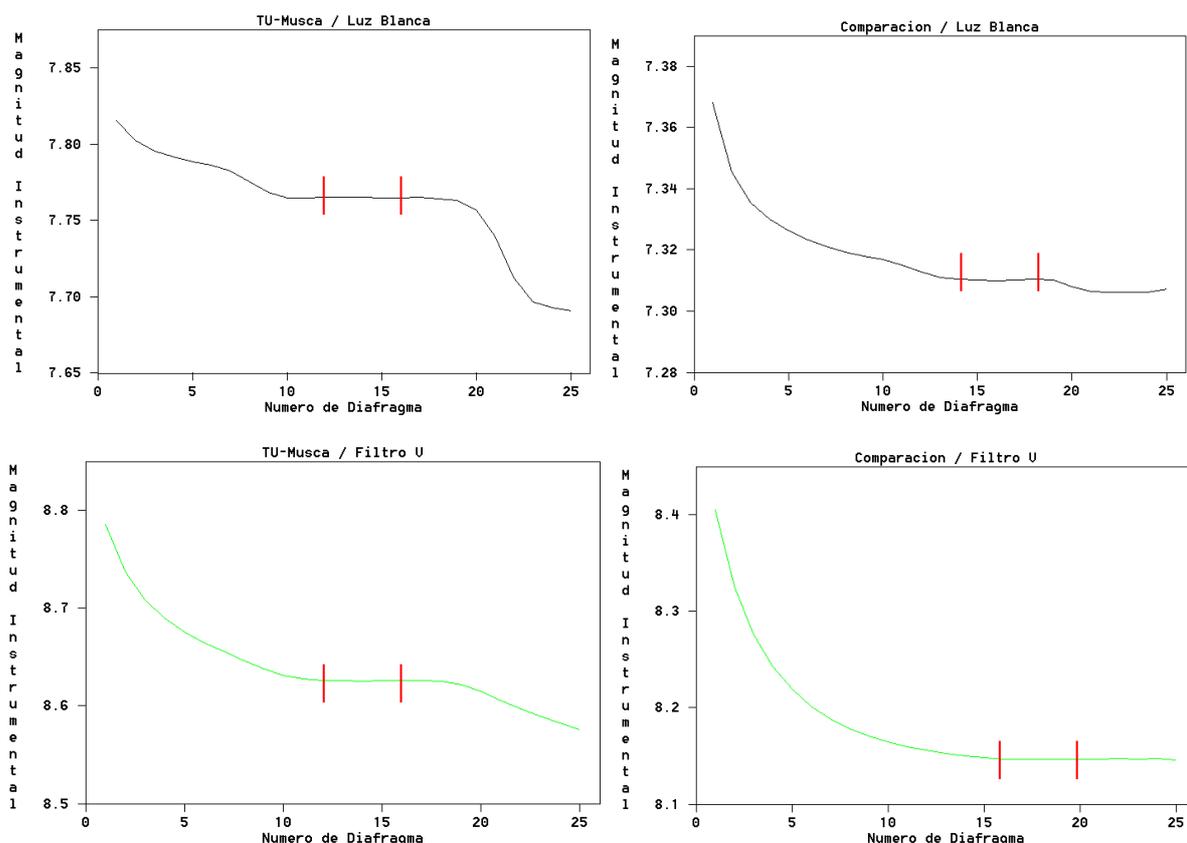
En las observaciones, la ganancia de la cámara fue puesta en su opción 1 para las imágenes en luz blanca, aunque para las imágenes con filtro V fue necesario emplear la opción de ganancia 4, a fin de obtener buenos valores de señal. Los tiempos de exposición fueron variables entre 15 y 45 seg, según la estrella, el filtro y las condiciones de observación. Las imágenes fueron medidas mediante fotometría de apertura con ajuste a través de la curva de crecimiento utilizando el macro PHOT. En general no fue necesario hacer correcciones por *bias*, *flat-fields* o *dark*, aunque fueron adquiridos por seguridad. Cada imagen se midió individualmente y luego se determinó un valor promedio de cada grupo. Contrariamente al caso de HD 5980, esto fue más conveniente pues aquí se tiene una muy buena relación señal ruido, debido al brillo de ambas estrellas y la medición individual de las imágenes permite obtener una idea del error con el que se determina la magnitud instrumental.



**Imagen 4.5. Exposiciones en luz blanca de TU Mus y PPM 628601.**

En todos los casos se tomó un anillo de un ancho de 20 pixels para la determinación del cielo. Los radios internos fueron variables dependiendo del despliegue de las imágenes estelares debido al seeing y/o al foco, y del filtro. Se tuvo en cuenta que el flujo estelar se debe medir de modo tal que no se introduzca inadvertidamente el flujo de diferentes estrellas vecinas. En el caso de TU Mus las magnitudes y el cielo fueron medidos de modo tal que sólo ingrese el flujo de la estrella más cercana y débil ubicada arriba a la derecha en la Imagen 4.5 de TU Mus, pero evitando el flujo de la estrella que le sigue en proximidad, debajo a la derecha, de mayor brillo que la anterior (ver Fig. 4.8). Con este criterio, los radios internos típicos del anillo de cielo fueron de 60, 70 u 80 pixels para TU Mus. Para la estrella de comparación se adoptó un

criterio similar, tomando radios internos de 80 o 90 pixels. En la Fig. 4.8 se señala la región de la curva de crecimiento correspondiente a estos anillos.



**Fig. 4.8. Curvas de crecimiento de TU Mus y de la comparación, obtenidas de imágenes en luz blanca y con filtro V. Los diferentes crecimientos de flujo se deben a las estrellas vecinas (ver Imagen 4.5). Notar que las curvas con y sin filtro son diferentes. Las líneas verticales indican los radios de abertura donde se determino el cielo y el valor de la magnitud instrumental en cada caso.**

Los valores obtenidos de esta manera, presentan en pocas ocasiones, diferencias máximas de  $0^m.04$  dentro de las medidas de cada grupo de imágenes, aunque las diferencias típicas son  $< 0^m.02$ . Este error es mayor que el proveniente del ajuste de la curva de crecimiento, supuesto que en todos los casos, la curva se estabiliza para los radios de abertura determinados. Las diferencias atmosféricas e instrumentales existentes entre cada grupo de imágenes de TU Mus y cada grupo de imágenes de la estrella de comparación, introducen otra fuente de error en las magnitudes relativas. Por otro lado, debe tenerse en cuenta que las observaciones se realizaron a lo largo de muchas noches, de modo que puntos en la curva de luz, de fase muy próxima, pueden corresponder a noches diferentes, en las cuales los coeficientes de extinción, dependientes del color de la estrella, pueden no haber sido los mismos generando otra cuota de error.

## La curva de luz de TU Muscae

Los gráficos de las Fig. 4.9 y Fig. 4.10 representan las curvas de luz de TU Mus relativas a PPM 628601 en luz blanca (sin filtro) y con filtro V respectivamente, versus la fase. La fase para representar la curva de luz se obtuvo a partir de la expresión

$$\psi(DJ) = \left( \frac{DJ - DJ1}{P} \right) - \left| \frac{DJ - DJ1}{P} \right| \quad (1)$$

siendo  $P = 1^{\text{d}}.3872833$  el periodo publicado por AG75, DJ el día juliano del instante de observación y  $DJ1 = 2450611.4271$  el día juliano de la primer observación de TU Mus realizada con el telescopio reflector. Así  $\Psi(2450611.4271) = 0$ .

Por otro lado, considerando la fecha juliana del mínimo principal de las efemérides dadas por AG75:  $DJ0 = 2441699.8270$  ( $\psi_0 = 0$ ), la fase  $\psi_0$  correspondiente se obtiene reemplazando DJ1 por DJ0 en la expresión (1). Así, la relación entre ambas fases es

$$\psi = 1 - \psi_0(DJ1) + \psi_0 = 0.221886 + \psi_0 \quad (2)$$

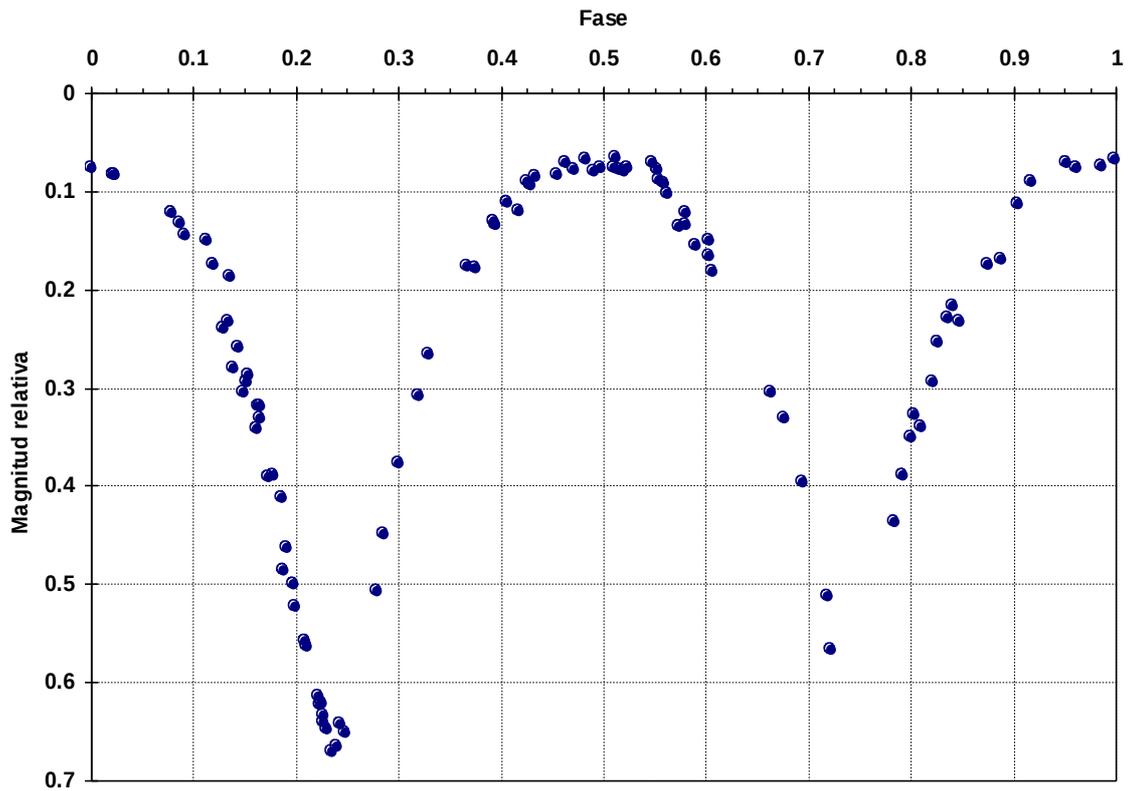
Esta relación permite calcular las fases para las observaciones hechas con el telescopio reflector y de modo de tal que sean congruentes con las fases de la curva de luz publicada por AG75 que se muestra en la Fig. 4.11.

De la Fig. 4.9, puede estimarse una disminución de brillo en el mínimo principal de  $0^{\text{m}}.6$ . Esta amplitud es de  $\approx 0^{\text{m}}.53$  en la curva con filtro V, mientras que en la curva con filtro b puede verse una amplitud de  $\approx 0^{\text{m}}.57$ .

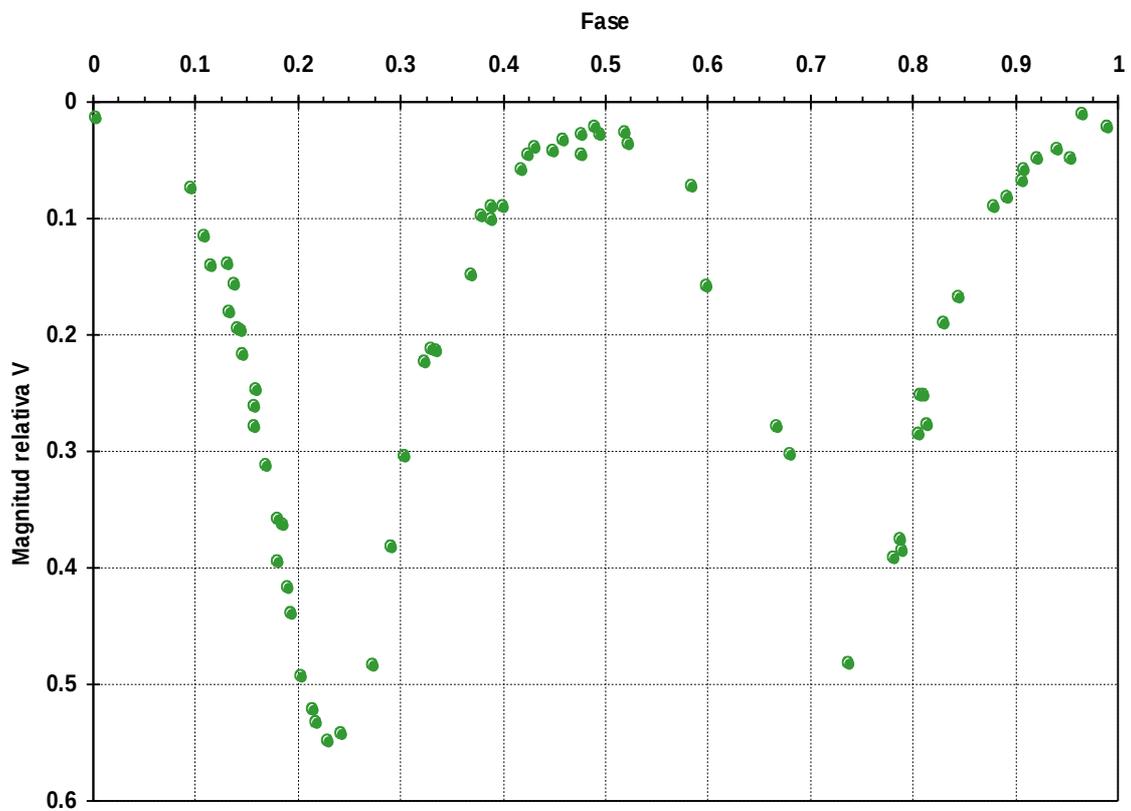
Pueden compararse las curvas CCD de las Fig. 4.9 y 4.10, con la fotoeléctrica de la Fig. 4.11. Realizando el cambio de fase para hacer las observaciones compatibles con las de AG75, pueden superponerse las respectivas curvas de luz obteniendo la Fig. 4.12. Al hacer esto, se distingue claramente un desplazamiento en fase entre las observaciones CCD y las fotoeléctricas. Esto puede deberse a una diferencia en el valor del periodo adoptado ( $1^{\text{d}}.3872833$ ), y produce un corrimiento de fase que se hace apreciable a lo largo de los 23 años que distan entre cada conjunto de observaciones.

Adoptando el tiempo de mínimo DJ 2450951.64 para la curva en luz blanca y una cantidad entera de periodos con respecto al mínimo de AG75 igual a 6669, se obtiene que  $P = 1^{\text{d}}.3872864$ . El mismo efecto ocurre con las observaciones en V. Para el tiempo de mínimo DJ 2450983.545 y 6692 periodos se obtiene  $P = 1^{\text{d}}.3872860$ . En ambos casos el periodo es mayor al obtenido por AG75. Tomando el valor medio de estos periodos se obtiene para TU Mus

$$P = 1^{\text{d}}.3872862$$



**Fig. 4.9.** Curva de luz CCD de TU Mus en luz blanca relativa a PPM 628601. El 0 de la fase corresponde al DJ 2450611.4271.



**Fig. 4.10.** Curva de luz CCD de TU Mus con filtro V referida a PPM 628601. La fase  $\Psi$  está referida al DJ 2450611.4271.

resulta exactamente el mismo valor encontrado por SLKP 95, al combinar las observaciones espectroscópicas IUE con las de AG75.

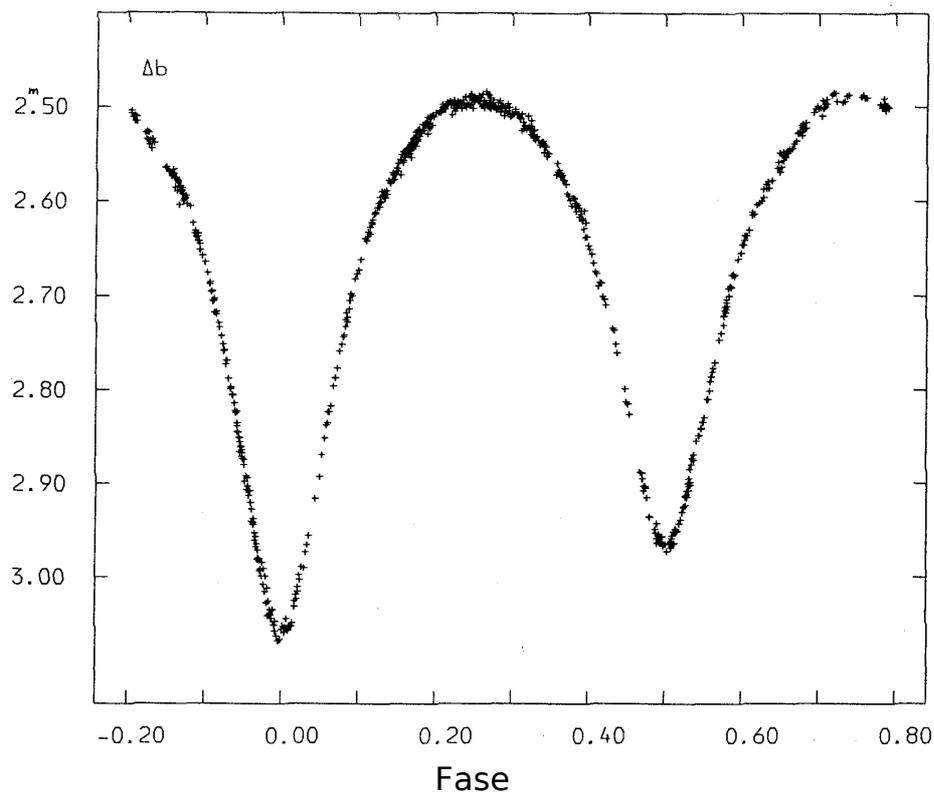


Fig. 4.11. Curva de luz fotoeléctrica de TU Mus obtenida por AG75 con filtro *b* de Strömrgren, referida a HR 4597.  $\Psi_0 = 0$  corresponde a DJ0 2441699.8270.

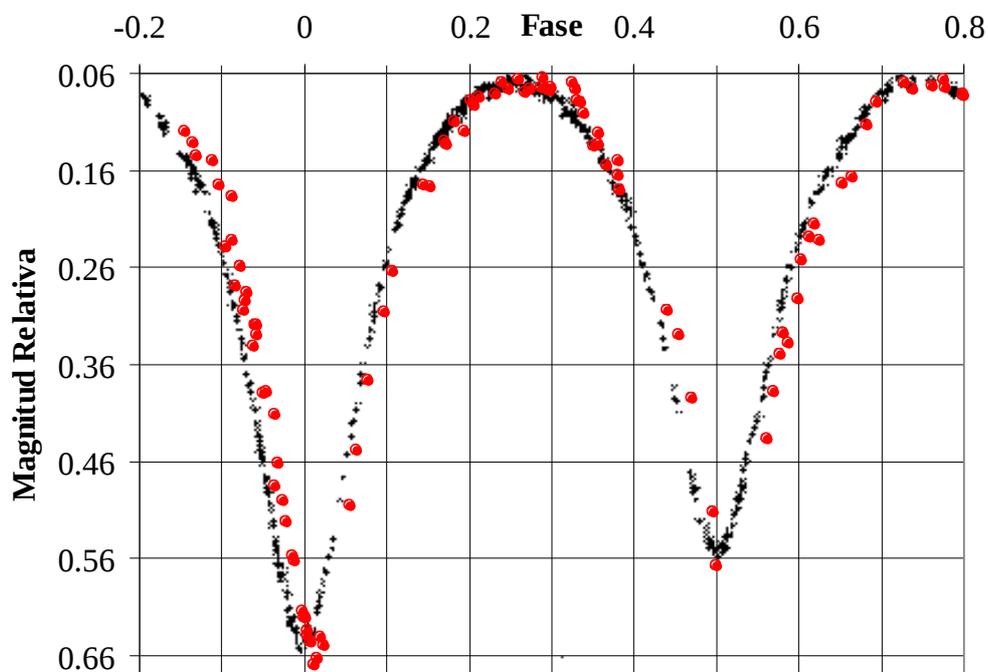
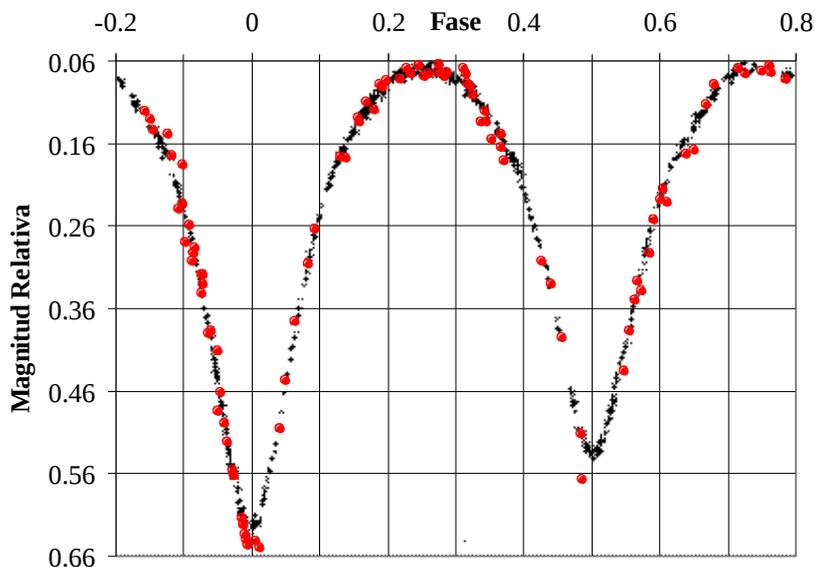
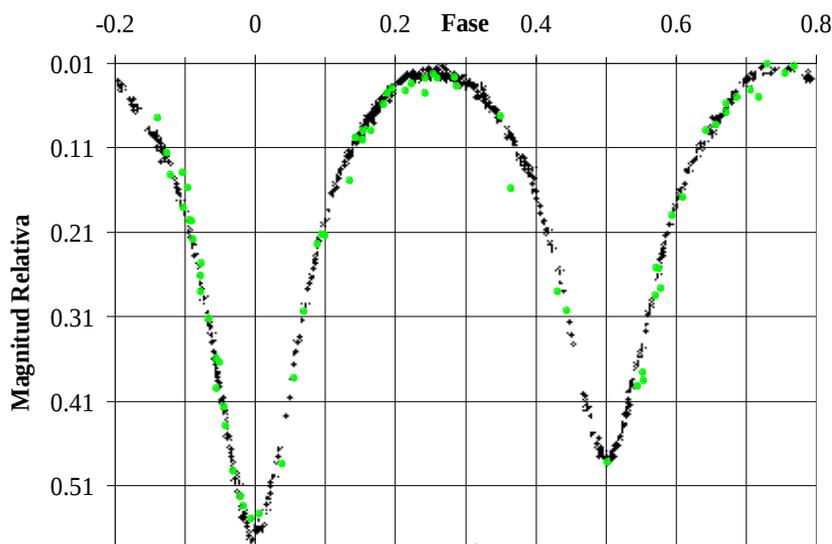


Fig. 4.12. Superposición de la curva de luz CCD sin filtro con la fotoeléctrica.

Para este valor de P se encuentra una diferencia de fases entre curvas igual a  $\psi - \psi_0 = 0.23531$ . Podemos entonces volver a calcular las fases de las observaciones CCD y graficar nuevamente la superposición con la curva  $\Delta b$ . Se obtienen así las Fig. 4.13 y 4.14.



**Fig. 4.13.** Superposición de la curva de luz CCD sin filtro con la curva fotoeléctrica con filtro b de la Fig. 4.11. La fase es  $\Psi_0$ .



**Fig. 4.14.** Superposición de la curva de luz CCD con filtro V, con la curva fotoeléctrica  $\Delta b$  de la Fig. 4.11. La fase es  $\Psi_0$ .

Ahora las curvas prácticamente coinciden en fase, de modo que es de esperar que el valor del periodo hallado sea correcto.

Por otro lado, las curvas obtenidas muestran una muy buena semejanza con la curva fotoeléctrica de AG75. Los errores de la fotometría diferencial, se deben principalmente a las diferencias atmosféricas e instrumentales existentes entre exposiciones.

## Standards de las regiones E

Es muy importante determinar la posibilidad de realizar en La Plata observaciones absolutas en fotometría. Para ello se realizaron observaciones de estrellas estándar, es decir de brillo no variable. Se escogieron las denominadas regiones E de Harvard, que se encuentran a lo largo de un cinturón centrado en los  $-45^\circ$  de declinación. Debe aclararse que no se usaron las estándar ecuatoriales de Landolt (1983) porque presentaban dos inconvenientes. En primer lugar son estrellas de bajo brillo para nuestro sitio de observación. Por otro lado, las regiones ecuatoriales sólo son visibles a  $\pm 3$  horas a ambos lados del meridiano debido a la presencia de árboles muy altos linderos al edificio del telescopio reflector. Esto elimina una de las ventajas de las zonas ecuatoriales, que tienen una mayor variación en distancia cenital y por tanto en la masa de aire, condición necesaria para una buena determinación de los coeficientes de extinción.

Se realizaron observaciones de estrellas más brillantes que magnitud 7, elegidas de las regiones E. Se emplearon los filtros B, V, R e I. Se encontró en primer lugar que se tiene una gran atenuación en el filtro B. Una estrella de magnitud visual 5, observada sin filtro con un segundo de exposición y ganancia 1, requiere con filtro B una exposición de 40 a 50 segundos en ganancia 4, aún tratándose de estrellas de tipo espectral B. Con los filtros V, R e I, los tiempos de exposición requeridos fueron sólo de 5 a 10 segundos en ganancia 1.

Por esta razón se descartó en primer instancia la utilización del filtro B. De todas maneras, las observaciones posteriores con los otros filtros no alcanzaron para realizar una determinación precisa de los coeficientes de extinción.

Un método para la determinación del coeficiente de extinción de primer orden en cada banda espectral consiste en graficar observacionalmente la recta de Bouguer para cada filtro. Para esto se observa la misma estrella a lo largo de toda la noche en las bandas del sistema y se grafica la curva de la magnitud observada según la masa de aire. Sin embargo, el rango de valores de masa de aire de las observaciones resultó muy pequeño, de modo que las variaciones por extinción por variación de distancia cenital se mezclaron con variaciones en las condiciones atmosféricas. Esto es muy probable que ocurra en la mayoría de las noches, aún en aquellas que son aparentemente muy buenas.

No se pueden dar por ahora resultados concluyentes sobre la realización de fotometría absoluta en La Plata. Es necesario hacer un programa de observación mucho más elaborado, aunque la experiencia indique que muy pocas noches en el año son fotométricamente buenas.

# Conclusiones

## *Discusión*

La puesta en funcionamiento en 1994 del detector CCD en el Telescopio Reflector del Observatorio de La Plata, ha dado un gran impulso para la utilización de este instrumento. Muchas mejoras han tenido lugar desde entonces.

- El problema del mecanismo de seguimiento y arrastre, parece presentar una notoria mejoría con la instalación de un nuevo tornillo sin fin. Al minimizar el problema de las oscilaciones, permanece el apartamiento secular debido seguramente a que el telescopio se encuentra fuera de estación. Este efecto hace que una estrella acuse un desplazamiento notorio al cabo de 5 minutos de exposición, razón por la cual esto no presenta grandes inconvenientes para la adquisición de imágenes con CCD, dado que para este tiempo de exposición el CCD queda saturado por iluminación del cielo de La Plata.
- Otras mejoras como la colocación del baffle en el espejo primario y la construcción de un nuevo ocular de campo han cumplido ampliamente con sus objetivos.

Respecto al método fotométrico aplicado, que utiliza la curva de crecimiento CCD, puede decirse que ha resultado apropiado para la medición de las distintas fuentes. Este método, aplicable a campos estelares poco poblados, permite eludir los inconvenientes que se presentan por la gran luminosidad del cielo, el sobremuestreo de las imágenes estelares producido por la escala del telescopio sobre el detector, y el ensanchamiento de las imágenes estelares debido al mecanismo de arrastre, al seeing y a la precisión en el enfoque.

El software desarrollado en forma de Macros, para efectivizar las medidas fotométricas a partir de las imágenes resulta de gran utilidad pues permite el análisis de las imágenes en el momento de la observación. Otros macros facilitan numerosas tareas realizadas durante la observación, el procesamiento y la medición de imágenes.

Las observaciones de variabilidad fotométrica a través de curvas de luz relativas, constituyen un tipo de observaciones con posibilidades de ser realizadas aún en condiciones "No Fotométricas". Dentro de esta modalidad, se ha obtenido la curva de luz de HD 5980, la cual complementa correctamente la aproximación de las observaciones de Bateson & Jones (1994) y Barbá et al. (1995), y muestra perfectamente el decaimiento en brillo luego de la

explosión experimentada por la estrella, hasta llegar finalmente a magnitud visual  $\approx 10$ . Aunque la estrella de comparación Sk 80 estaba en el mismo campo de HD 5980, las magnitudes relativas presentan una dispersión propia del ruido de las imágenes. Por esta razón no es conveniente trabajar con estrellas más débiles que esta magnitud.

Las curvas de luz obtenidas de la binaria eclipsante TU Mus  $\langle m_V \approx 8 \rangle$  de las Figuras 4.9 y 4.10 muestran una muy buena semejanza con la curva de luz fotoeléctrica anteriormente publicada (AG75, Fig. 4.11). Esta comparación da una indicación de la calidad de las curvas de luz que son posibles observar con la configuración instrumental Telescopio Reflector de 80 cm + cámara CCD en La Plata. Como resultado adicional, pudo obtenerse una mejor determinación del periodo orbital de TU Mus.

De las imágenes obtenidas en forma continuada de la estrella pulsante SX Phe  $\langle m_V = 7.15 \rangle$ , sin estrellas de comparación en el campo, han resultado curvas de luz suaves, que indican hasta donde es posible notar variaciones de brillo de un objeto de esta magnitud. La comparación con las observaciones de Kim et al (1993) muestran una gran similitud. Observaciones de este tipo, pueden utilizarse, por ejemplo, para la determinación de tiempos de mínimo brillo de estrellas variables, dado que no se necesita medir con precisión la magnitud sino el instante preciso en que ocurre el mínimo.

Como resultado de las observaciones de la nebulosa planetaria IC 418 con su estrella central HD 35914, se obtuvo que la magnitud media V de IC 418 es alrededor de  $0^m.2$  mayor que el de su estrella de comparación HD 35734 ( $m_V \approx 9$ ). Este resultado difiere de valores publicados, donde IC418 siempre era más débil que HD 35734, quedando por verificar si esto se debe a cuestiones instrumentales ó propias a IC 418.

Referente a la posibilidad de hacer fotometría absoluta con el Telescopio Reflector, se realizaron observaciones con los filtros B, V, R e I de estrellas más brillantes que magnitud visual 7, de las regiones E. La gran atenuación encontrada con el filtro B indica que este filtro puede ser de poca utilidad para las observaciones con el Telescopio Reflector.

### *Propuestas*

Debido a la escala de campo del telescopio, las imágenes estelares resultan sobremuestreadas. La zona de iluminación de la estrella abarca un número muy grande de pixels, produciendo mucho ruido en la fotometría debido a que en las zonas más externas de la imagen estelar su radiación se confunde con el fondo del cielo. Por esta razón sería

conveniente cambiar la escala del campo, disminuyendo la distancia focal del telescopio con un nuevo espejo secundario que tenga un factor de amplificación conveniente. Dado que esto implica la construcción de una nueva montura para reubicar al nuevo secundario (de mayor tamaño) más cerca del espejo primario, esta circunstancia podría aprovecharse para hacer un nuevo diseño del sistema de enfoque de las imágenes. Al disminuir la escala del telescopio, se obtendría además un mayor campo en las imágenes, aumentando la posibilidad de observar una o más estrellas de comparación en una misma imagen (disminuyendo el error en la fotometría diferencial), facilitando las maniobras de apuntamiento durante el calado de objetos y durante el enfoque. Por otro lado, como al variar la distancia focal, se obtiene otra razón focal, se lograría además, una notoria reducción en los tiempos de exposición, lo cual es muy conveniente en todos los sentidos.

También sería conveniente lograr la forma de obtener buenos campos planos que no presenten gradientes de luminosidad ajenos al instrumental. Una posibilidad es colocar una pantalla artificialmente iluminada que permita la adquisición de flat-fields de cúpula.

### *Conclusión*

La posibilidad de tener "el telescopio en casa" al encarar programas de observación astronómica, da una ventaja importante al Telescopio Reflector, aunque las condiciones geográficas del Observatorio de La Plata limiten el tipo de observaciones astronómicas posibles. La gran variabilidad en sus condiciones atmosféricas hacen que la realización de fotometría absoluta se vuelva difícil y poco recomendable. Pero sin embargo resulta muy útil para observaciones fotométricas relativas de objetos brillantes, a pesar de las condiciones del telescopio y su ubicación. Objetos más brillantes que magnitud visual 10 permiten trabajar cómodamente.

Es importante destacar la posibilidad que brinda el Telescopio Reflector a los estudiantes de la carrera de Astronomía, de tener acercamiento directo a prácticas observacionales, utilizando metodologías profesionales, y complementando con un nuevo enfoque la formación de grado. El Telescopio Reflector ha despertado el interés de numerosos estudiantes que han podido formar parte de los programas de observación realizados en este trabajo. Algunas cátedras de la Facultad también han demostrado interés por la utilización del Telescopio Reflector dentro de sus actividades prácticas.

El presente trabajo puede servir además, como manual de referencia para usuarios del Telescopio Reflector y del CCD.

## Referencias

- Andersen, J., Grönbech, B. 1975 (AG75), *Astron. Astrophys.* **45**, 107.
- Barbá, R. H., Niemela, V., Baume, G., & Vázquez, R. A. 1995, *Astrophys. J* **446**, L23.
- Bateson, F. M., Jones, A. F. 1993, *Pub. Var. Star Sect.*, RAS New Zealand, **19**, 50.
- Bell, S.A., Hilditch, R.W., Reynolds, A.P., Hill, G., Clausen, J. V. 1991, *MNRAS* **250**, 119.
- Bell, S.A., Hill, G., Hilditch, R.W., Clausen, J.V., Reynolds, A.P. 1993, *MNRAS* **265**, 1047.
- Bessel, M.S.1990, *Pub. A.S.P.* **102**, 1181.
- Breysacher, J., Perrier, C. 1980, *Astron. Astrophys.* **90**, 207.
- Buil, Ch. 1991, *CCD Astronomy, Construction and Use of an Astronomical CCD Camera*; publicado por Willmann-Bell, Inc. P.O. Box 35025, Richmond, Virginia 23235, USA.
- Cellone, S.A. et al 1996, *Rev. Mex. Astron. Astrof. (Serie de Conferencias)* **5**, 123.
- Clariá Olmedo, Juan J. 1974, *Elementos de Fotometría Estelar*; Instituto Venezolano de Astronomía, Mérida - Venezuela.
- Cousins, A.W.J. 1976, *Mem. R. astr. Soc.* **81**, 25.
- Chavasse, S. J., Martorelli, L. C. 1983, *Sobre el Diseño de Telescopios de Dos Espejos*; Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de La Plata, Serie especial N° 26, Laboratorio de Óptica.
- Davis, Lindsey 1987, *Specifications for the Aperture Photometry Package*, IRAF Documentation for V2.10, National Optical Astronomy Observatories (NOAO), Tucson, Arizona.
- Explanatory Supplement to the Astronomical Almanac 1992, P. K. Seidelmann, University Science Books, Mill Valley California, pág. 104-106, 603-604, 606.
- Fernie, J.D. 1983, *Pub. A.S.P.* **95**, 782.
- Gershanik, S., Milone, Luis A. y colaboradores 1979, *Evolución de las Ciencias en la República Argentina 1923-1972*, Tomo VII; Sociedad Científica Argentina, págs. 14, 31, 35, 50, 73.
- Graham, J.A. 1982, *Pub. A.S.P.* **94**, 244.
- Handler, G et al 1997, *Astron. Astrophys.* **320**, 125.
- Howell, Steve B. 1989, *Pub. A.S.P.* **101**, 616.

- Hussey, William J. 1914, *Publicaciones del Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de La Plata*; Tomo I: Descripción general del Observatorio, su posición geográfica y observaciones de cometas y de estrellas dobles, Observatorio Astronómico, La Plata, págs. 45-51.
- Johnson, H.L., Morgan, W.W. 1953, *Astrophys. J* **117**, 113.
- Kholopov, P.N., et al. 1985-1988, *General Catalogue of Variable Stars, 4th Edition (GCVS4)*, Moscow: Nauka Publishing House. Versión digital del *Selected Astronomical Catalogs*, CD-ROM Vol. I, 1991, The Astronomical Data Center, NASA, Goddard Space Flight Center, ST Systems Corp.
- Kim, Ch., McNamara, D. H., Christensen, C. G. 1993, *Astron. J.* **106** (6), 2493.
- King, I. R. 1971, *Pub. A.S.P.*, **83**, 199.
- Landolt, Arlo U. 1983, *Astrophys. J.* **88**, 439.
- Massey, P. 1992, *A User's Guide to CCD Reductions with IRAF*, IRAF Documentation for V2.10, National Optical Astronomy Observatories (NOAO), Tucson, Arizona.
- McNamara, D. H. 1995, *Astron. J.*, **109** (4), 1751.
- Méndez, R.H., Verga, A.D., Kriner, A. 1983, *Rev. Mex. Astron. Astrof.*, **8**, 175.
- Méndez, R.H., Forte, J.C., López, R.H. 1986, *Rev. Mex. Astron. Astrof.*, **13**, 119.
- Pritchard, J.D., Tobin, W., Clark, M., Guinan, E.F. 1998, *MNRAS* **297**, 278.
- Pritchard, J.D., Tobin, W., Clark, M., Guinan, E.F. 1998, *MNRAS* **299**, 1087.
- Roser, S. et al. 1991, *Catalogue of Positions and Proper Motions (PPM)*, Southern Part, Astronomisches Rechen-Institut. Versión digital del *Selected Astronomical Catalogs*, CD-ROM Vol. I, 1991, Astronomical Data Center, NASA, Goddard Space Flight Center, ST Systems Corp.
- Pmis Image Processing Software, Versión 2.0.1, 1993, Archivos de ayuda: *CLI.HLP*, *PMIS.HLP*.
- *STAR I Camera System User's Manual* 1989; Versión 1.0. Revisión A, Photometrics Ltd., Tucson, Arizona.
- Stetson, P. 1987, *Pub. A.S.P.* **99**, 191.
- Stickland, D.J., Lloyd, C., Koch, R.H., Pachoulakis, I. 1995 (SLKP95), *The Observatory* **115** (1129), 317.
- Stock, J. y Keller, G. 1960, *Telescopes*, G. P. Kuiper, B. M. Middlehurst, págs.138-148. Chicago University Press.

- *The Astronomical Almanac* for the year 1997, 1996, U.S. Government Printing Office (Washington), HMSO (London), pág. B4, B6, K4.
- *The Digitized Sky Survey*, Space Telescope Science Institute, NASA. Basado en datos fotográficos de: Royal Observatory Edinburgh (Southern Sky), Oschin Schmidt Telescope on Palomar Mountain (Northern Sky).
- Thompson, K., Coates, D.W. 1991, *Proc.ASA* **9** (2), 281.
- Tirion, W., Rappaport, B., Lovi, G. 1988, *URANOMETRIA 2000.0*, Vol. II, publicado por Willmann-Bell, Inc. P.O. Box 35025, Richmond, Virginia 23235, USA.
- Vogt, N., Geisse, H.S., Rojas, S. 1981, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **46**, 7.
- Walborn, N.R. 1982, *Astrophys. J.* **87**, 1300.
- Wells, D.C., Greisen, E.W., Harten, R.H. 1981, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **44**, 363.

### *Sitios de referencia en Internet*

*Astronomical Data Center*, NASA, <http://adswww.harvard.edu/>

[http://adsabs.harvard.edu/abstract\\_service.html](http://adsabs.harvard.edu/abstract_service.html)

*SkyView, the Internet Virtual Telescope*, <http://skyview.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/skvbasic.pl>

# Apéndice

## **Listado de archivos Macro**

Por tratarse de uno de los macros más importantes, se presentan a continuación los listados del macro PHOT.CMD y el de todos los macros secundarios que utiliza. Las líneas precedidas por \* no se ejecutan. Las variables externas definidas van precedidas por el caracter @. Muchas de las expresiones son similares a las del lenguaje "C".

```

*****
* Macro PHOT: Calcula la curva de crecimiento para la imagen estelar corriente segun la formula:
* Mag = -2.5*(log(diferenciadeflujos)-log(exptime)-log(gain))*0.4342944819+Cte.
* siendo
* diferenciadeflujos = flujo total dentro del diafragma menos el flujo de
* cielo estimado dentro del mismo diafragma.
* exptime = tiempo de exposicion en segundos. Las magnitudes quedan reduci-
* das asi a la que corresponderia si la exposicion fuese de 1 seg.
* gain = ganancia de la camara (1 o 4). Las magnitudes son reducidas a gain 1.
* Cte = constante de calibracion. Es ingresada en la variable Cte.
*****
*****
* Lectura del directorio de trabajo
*****
open 0 c:\pmis\e\auxiliar\workdir.aux r
  read 0
close 0
vdefine workdir tvalue
print "Directorio de trabajo = @workdir"

*****
* Verificamos que existe una imagen a medir
*****
time b
image exist
if !lvalue
  print "No hay imagen corriente"
  time e
  vkill *
  return all
endif

*****
* Lectura de y/o redefinicion de parametros
*****
c:\pmis\e\sub\photpar.sub

*****
* Centrar imagen
*****
vdefine mediox 0
vdefine medioy 0
vdefine deltax 0
vdefine deltay 0
if "@centrar" == "y"
  c:\pmis\e\sub\centrar.sub
endif
vkill centrar mediox medioy

```

```

*****
* Desplegamos la imagen a medir, leemos su nombre y tamaño y quitamos cualquier zoom o squeeze
*****
vdefine name ci.name
vdefine tamaño ci.cols
if ci.rows == 576
    vdefine tamaño "poly"
endif

iflag roi off
iflag y off
window i d
window i m 301 0
zoom 1 1
statistics -q
vdefine min ci.min
vdefine minimomenosuno ci.min-1
c- @minimomenosuno
vdefine avg ci.avg
vdefine imax_imin ci.max-ci.min
print "Imax-Imin = @imax_imin"

*****
* Definición del Array
*****
open 0 c:\pms\e\auxiliar\nroarray.aux r
    read 0
close 0
vdefine numerodearray tvalue

if "@automat" == "n"
    sysget text "Numero de Array" "@numerodearray"
    vdefine numerodearray tvalue
    if len("@numerodearray 0") < 3
        print "Cancelado"
        vkill *
        return all
    endif
endif
print "Array = @numerodearray"

*****
* Lectura y/o ingreso de datos de imagen
*****
if "@leearchi" == "y"
    c:\pms\e\sub\leefile.sub
else
    c:\pms\e\sub\photask.sub
endif

print "Tiempo de exposicion = @exptime"
print "Ganancia = @gain"
print "Filtro = @filter"

*****
* Elección de la constante de calibración según el filtro
*****
c:\pms\e\sub\ctefilt.sub
* Si no hay filtro (N) la constante la da la variable "cte" definida al comienzo

```

```
print "Constante de calibracion = @cte"
vkill cteB cteV cteR cteI
```

```
*****
```

```
* Preparacion del Array
```

```
*****
```

```
array @numerodearray free
array @numerodearray size @cantidad
vdefine arraysignoise @numerodearray+21
array @arraysignoise size @cantidad
```

```
*****
```

```
* Medicion de la intensidad del cielo
```

```
*****
```

```
c:\pmis\sub\photsky.sub
*iflag global off
```

```
print "Intensidad de cielo = @skyavg adus"
```

```
*Borramos cualquier region preexistente
*region delete
```

```
*****
```

```
* Medicion del ancho mitad
```

```
*****
```

```
c:\pmis\sub\seeing.sub
```

```
*****
```

```
* Cartel
```

```
*****
```

```
vdefine longi 18*(@cantidad+4)
textwin size 0 0 300 @longi "Array=@numerodearray - @name"
textwin clear
textout text 15 0 "Cielo (@skyring-@skywidth)= @skyavg adus"
textout text 10 15 "Sky.std = @skystd - Sky.dev = @skydev"
textout text 10 30 "SeeingX = @seeingx arc sec (@fwhmx pix)"
textout text 10 45 "SeeingY = @seeingy arc sec (@fwhmy pix)"
textout text 10 60 "Nro Diaf Mag S/N"
```

```
*****
```

```
* Definicion de diafragmas y medicion de magnitudes
```

```
*****
```

```
vdefine vmin 1000
vdefine RSNmax 0
vdefine p 1
loop @cantidad
    load poly c:\pmis\poly\@tamano-@diafstar.ply
    * Activamos el roi poligonal
    iflag y on
    * Copiamos el roi poligonal a la region global
    region poly copy
    * Graficamos la region global
    iflag roi off
    iflag global on
    iflag roi on
*
    window i v
    * Integramos la intensidad en la región global
    isum -q roi
    vdefine totalflux ci.sum
```

```

*   print "Flujo Total = @totalflux"
      barea -q roi
      vdefine npix lvalue
      vdefine skyflux lvalue*@skyavg
*   print "Flujocielo = @skyflux"
      * Calculo de la diferencia de magnitudes. El numero es el logaritmo decimal de e
      vdefine starflux @totalflux-@skyflux
*   print "Diferencia de flujos = @starflux adus"
      if @starflux <= 0
          print "Hay algún error. La diferencia de flujos da negativa"
          exitloop
      endif
      vdefine dm -2.5*(log(@starflux)-log(@exptime)-log(@gain))*0.4342944819+@cte

      * Calculo de la relacion Senal ruido
      c:\pmis\sub\signoise.sub

      * Impresion en pantalla de la diferencia de magnitud de la estrella respecto al cielo
      vdefine renglon 15*(@p+4)
      textout text 10 @renglon " @p   @diafstar   @dm   @signoise"
      array @numerodearray @p @dm
      array @arraysignoise @p @signoise
      if @vmin > @dm
          vdefine vmin @dm
      endif
      vdefine diafstar @diafstar+@incremento
      vdefine p @p+1
      if abort
          c:\pmis\sub\abortask.sub
      endif
endloop

*****
* Grafico de las mediciones
*****
c:\pmis\sub\plotaray.sub

*****
* Calculo de la Magnitud y de la Relacion S/N promediada en los diafragmas con radios dentro del anillo de
cielo.
*****
vdefine magavg 0
vdefine RSNavg 0
vdefine rango int(@skywidth/@incremento)
vdefine q int((@skyring-@inidiaf)/@incremento)+1
*print "Rango = @rango"
if !@abort
    loop @rango
        vdefine q @q+1
        print "q = @q"
        array @numerodearray @q
        vdefine magavg rvalue+@magavg
        array @arraysignoise @q
        vdefine RSNavg rvalue+@RSNavg
    endloop
endif
vdefine magavg @magavg/@rango
print "Magnitud promedio en el anillo de cielo = @magavg"
vdefine RSNavg @RSNavg/@rango

```

```

print "RSN promedio en el anillo de cielo = @RSNavg"

vdefine renglon 15*(@p+4)
textout text 10 @renglon " "
vdefine renglon 15*(@p+5)
textout text 10 @renglon "MAGavg=@magavg   RSNavg=@RSNavg"

*****
* Agregar al archivo de datos la magnitud estimada,la cte de calibracion, rango de
* intensidad de la imagen (Intensidad maxima - Intensidad minima), anillo de cielo,
* desviacion standard del cielo
*****
if "@apenmag" == "y"
    c:\pmis\e\sub\apenmag.sub
endif

*****
* Almacenado de las mediciones
*****
if "@savemag" == "y"
    file exist @workdir\@name.mag
    if lvalue
        sysget yn "Ya existe @workdir\@name.mag. Sobreescribir?" "SAVEMAG"
        if lvalue
            save u @numerodearray @workdir\@name.mag @inidial @incremento @skyring
@skywidth @skystd
            save u @arraysignoise @workdir\@name.rsn
        endif
    else
        save u @numerodearray @workdir\@name.mag @inidial @incremento @skyring @skywidth
@skystd
        save u @arraysignoise @workdir\@name.rsn
    endif
endif

*****
* Desactivamos el ROI
*****
iflag roi off
window i v

*****
* Definicion del Array siguiente
*****
vdefine numerodearraymasuno @numerodearray+1
open 0 c:\pmis\e\auxiliar\nroarray.aux w
    write 0 @numerodearraymasuno
close 0

*****
* Aniquilacion de variables
*****
vkill *

print -r "Tiempo transcurrido (seg) "
time e

```

```

*****
* Macro PHOTPAR.SUB: Sub-Macro del PHOT.CMD. Lee los parametros de trabajo del archivo
* c:\pmis\epar\photpar.par, y permite la confirmación de los mismos por parte del usuario.
* Luego los graba (si fueron modificados) en el mismo archivo.
*****
*****
* Lectura de parametros default
*****
open 0 c:\pmis\epar\photpar.par r
  *AUTOMAT
    read 0
    vdefine lectura tvalue
    string e 29 6 @lectura
    vdefine automat tvalue
    print "AUTOMAT = @automat"
  *CENTRAR
    read 0
    vdefine lectura tvalue
    string e 29 6 @lectura
    vdefine centrar tvalue
    print "CENTRAR = @centrar"
  *PLOTHIST
    read 0
    vdefine lectura tvalue
    string e 29 6 @lectura
    vdefine plothist tvalue
    print "PLOTHIST= @plohist"
  * INTERACT
    read 0
    vdefine lectura tvalue
    string e 29 6 @lectura
    vdefine interact tvalue
    print "INTERACT= @interact"
  *RDNOISE
    read 0
    vdefine lectura tvalue
    string e 29 6 @lectura
    vdefine rdnoise tvalue
    print "RDNOISE = @rdnoise"
  *DARKCURR
    read 0
    vdefine lectura tvalue
    string e 29 6 @lectura
    vdefine darkcurr tvalue
    print "DARKCURR= @darkcurr"
  *GAIN1
    read 0
  *GAIN4
    read 0
  *CTE
    read 0
    vdefine lectura tvalue
    string e 29 6 @lectura
    vdefine cte tvalue
    print "CTE = @cte"
  *CTE[B]
    read 0
    vdefine lectura tvalue
    string e 29 6 @lectura

```

```

        vdefine cteB tvalue
        print "CTE[B] = @cteB"
*CTE[V]
        read 0
        vdefine lectura tvalue
        string e 29 6 @lectura
        vdefine cteV tvalue
        print "CTE[V] = @cteV"
*CTE[R]
        read 0
        vdefine lectura tvalue
        string e 29 6 @lectura
        vdefine cteR tvalue
        print "CTE[R] = @cteR"
*CTE[I]
        read 0
        vdefine lectura tvalue
        string e 29 6 @lectura
        vdefine cteI tvalue
        print "CTE[I] = @cteI"
*INIDIAF
        read 0
        vdefine lectura tvalue
        string e 29 6 @lectura
        vdefine diafstar tvalue
        vdefine inidiaf tvalue
        print "INIDIAF = @inidiaf"
*INCREMENTO
        read 0
        vdefine lectura tvalue
        string e 29 6 @lectura
        vdefine incremento tvalue
        print "INCREMENTO= @incremento"
*CANTIDAD
        read 0
        vdefine lectura tvalue
        string e 29 6 @lectura
        vdefine cantidad tvalue
        print "CANTIDAD= @cantidad"
*SKYRING
        read 0
        vdefine lectura tvalue
        string e 29 6 @lectura
        vdefine skyring tvalue
        print "SKYRING = @skyring"
*SKYWIDTH
        read 0
        vdefine lectura tvalue
        string e 29 6 @lectura
        vdefine skywidth tvalue
        print "SKYWIDTH= @skywidth"
*LEEARCHI
        read 0
        vdefine lectura tvalue
        string e 29 6 @lectura
        vdefine leearchi tvalue
        print "LEEARCHI= @leearchi"
*SAVEMAG
        read 0

```

```

        vdefine lectura tvalue
        string e 29 6 @lectura
        vdefine savemag tvalue
        print "SAVEMAG = @savemag"
    *APENMAG
        read 0
        vdefine lectura tvalue
        string e 29 6 @lectura
        vdefine apenmag tvalue
        print "APENMAG = @apenmag"
close 0

vkill lectura

*print "Cte de calibracion = @cte"
*print "Cte de calibracion del filtro B = @cteB"
*print "Cte de calibracion del filtro V = @cteV"
*print "Cte de calibracion del filtro R = @cteR"
*print "Cte de calibracion del filtro I = @cteI"
*print "Diafragma inicial = @diafstar"
*print "Incremento de diafragma = @incremento"
*print "Cantidad de diafragmas = @cantidad"
*print "Radio interior del anillo de cielo = @skyring"
*print "Ancho del anillo de cielo = @skywidth"
*print "Leer datos de archivo de imagen = @leearchi"
*print "Guardar magnitudes en archivo = @savemag"
*print "Agregar magnitud al archivo de datos = @apenmag"
*print "Modo interactivo para ingreso de cielo = @interact"
*print "Graficar histograma del anillo de cielo = @plohist"

*****
* Aceptacion de parametros
*****
if "@automat" == "n"
    sysget yn "Acepta parametros" "PHOT"
    if !lvalue
        sysget yn "Editar archivo de parametros PHOTPAR.PAR" "PHOT"
        print "Modifique los parametros y corra nuevamente PHOT"
        if lvalue
            shell notepad.exe c:\pmis\e\par\photpar.par
        endif
        vkill *
        return all
    endif
endif

```

```

*****
* Macro CENTRAR.SUB: Sub-Macro del CENTRAR.CMD, PHOT.CMD y del OBSRED.CMD.
*****
vdefine name ci.name

vdefine mediox int(ci.cols/2.0)
*print "mediox = @mediox"
vdefine medioy int(ci.rows/2.0)
*print "medioy = @medioy"
vdefine deltax ci.xmax-@mediox
print "Deltax = @deltax"
vdefine deltay ci.ymax-@medioy
print "Deltay = @deltay"

if @deltax == 0 && @deltay == 0
    return
endif

icreate cen@name ci
ci cen@name
shift "@name" @deltax @deltay
iremove @name
ci cen@name
iname @name

```

```

*****
* Macro LEEFILE.SUB: Sub-Macro del PHOT.CMD. Lee datos del archivo de datos de la imagen
*****
vdefine nombreimagen ci.name

open 0 c:\pmis\e\auxiliar\workdir.aux r
  read 0
close 0
vdefine workdir tvalue

file exist @workdir\@nombreimagen.dat
if !lvalue
  print "No existe el archivo @workdir\@nombreimagen.dat"
  vkill *
  return all
endif

open 0 @workdir\@nombreimagen.dat r
  loop 40
    read 0
    vdefine lectura tvalue
    string e 0 8 @lectura
    vdefine campo tvalue
    if len("@campo 0")<3
      exitloop
    endif
    string e 29 40 @lectura
    vdefine valorcampo tvalue
    print "@campo = @valorcampo"
    * if "@campo" == "IMAGTYPE"
    *   vdefine imagtype tvalue
    * endif
    * if "@campo" == "OBJECT "
    *   vdefine object tvalue
    * endif
    * if "@campo" == "EXPTIME "
    *   vdefine exptime tvalue
    * endif
    * if "@campo" == "GAIN "
    *   vdefine gain tvalue
    * endif
    * if "@campo" == "FILTER "
    *   vdefine filter tvalue
    * endif
    * if "@campo" == "AIRMASS "
    *   vdefine airmass tvalue
    * endif
  endloop
close 0

vkill lectura campo valorcampo

```

```

*****
* Macro PHOTASK.SUB: Sub-Macro del PHOT.COMD. Pregunta datos de imagen: tiempo de exposicion,
* ganancia y filtro.
* exptime = tiempo de exposicion en segundos.
* gain = ganancia de la camara (1 o 4).
* filter = filtro utilizado: B,V,R,I o N.
*****
*****
* Lectura de datos default.
*****
open 0 c:\pmis\e\auxiliar\data.aux r
    read 0
    vdefine exptime tvalue
    read 0
    vdefine gain tvalue
    read 0
    vdefine filter tvalue
close 0

*Preguntamos el tiempo de exposicion y la ganancia para escalear
sysget text "Tiempo de exposicion" "@exptime"
vdefine exptime tvalue
if len("@exptime 0") < 3
    print "Cancelado"
    vkill *
    return all
endif

sysget text "Ganancia (1 o 4)" "@gain"
vdefine gain tvalue
if len("@gain 0") < 3
    print "Cancelado"
    vkill *
    return all
endif
if @gain != 1 && @gain != 4
    sysget text "La ganancia debe ser 1 o 4" "@gain"
    vdefine gain tvalue
    if len("@gain 0") < 3
        print "Cancelado"
        vkill *
        return all
    endif
endif

sysget text "Filtro [B V R I N]" "@filter"
vdefine filter tvalue
string u @filter
vdefine filter tvalue
if len("@filter 0") < 3
    print "Cancelado"
    vkill *
    return all
endif

open 0 c:\pmis\e\auxiliar\data.aux w
    write 0 @exptime
    write 0 @gain
    write 0 @filter
close 0

```

```
*****
* Macro CTEFILT.SUB: Sub-Macro del PHOT.CMD. Determina la constante de calibracion segun el filtro.
*****
if "@filter" == "B"
    vdefine cte @cteB
endif
if "@filter" == "V"
    vdefine cte @cteV
endif
if "@filter" == "R"
    vdefine cte @cteR
endif
if "@filter" == "I"
    vdefine cte @cteI
endif
```

```

*****
* Macro PHOTSKY.SUB: Sub-Macro del PHOT.CMD. Calcula el valor del cielo en un anillo centrado en la
* estrella.
*****
*Borramos cualquier region preexistente
region delete

minmax -q

*Calculamos el anillo interior de cielo
load poly c:\pmis\e\poly\@tamano-@skyring.ply

*iflag roi on
iflag y on
region poly copy
iflag global on

vdefine outering @skyring+@skywidth
load poly c:\pmis\e\poly\@tamano-@outing.ply

*Graficamos la region global
iflag global on

*Definimos la region global como la diferencia entre el diafragma de cielo y el de la estrella (resultando un
anillo)
region poly xor

*Copiamos la region global (que es un anillo) a un roi poligonal
region transfer

iflag y on
iflag roi on

*Definimos el flujo del cielo como la integral sobre el anillo
isum -q roi
vdefine skyflux ci.sum
statistics -q roi
vdefine skyavg ci.avg
vdefine skystd ci.std
deviation -q roi
vdefine skydev ci.dev

print "Radio interno del anillo de cielo = @skyring"
print "Ancho del anillo de cielo = @skywidth"
print "Flujo del cielo = @skyflux"
print "Intensidad promedio del cielo en el anillo = @skyavg"
print "Desviacion standard del cielo en el anillo = @skystd"
print "Desviacion absoluta media del cielo en el anillo = @skydev"

if "@plohist" == "y"
    plot hist
endif

if "@interact" == "y"
    sysget text "Intensidad de cielo" "@skyavg"
    vdefine skyavg tvalue
    if len("@skyavg 0") < 3
        print "Cancelado"
        vkill *

```

```
        return all
    endif
endif

* Desactivamos el roi
iflag y off
iflag roi off

if @skyavg == 0
    print "Algo falla. Reinicie Windows."
    vkill *
    return all
endif

* Aniquilamos algunas variables utilizadas en este macro
vkill outering plothist interact

* Las variables "tamano" "skyflux" y "skyavg" quedan residentes en la memoria.
```

```

*****
* Macro SEEING.SUB: Sub-Macro del SEEING.CMD y del PHOT.CMD. Calcula el ancho mitad de la imagen
* estelar.
*****
iflag roi off
*flag break off

*window cursor normal
*window status display
minmax -q

vdefine xmax ci.xmax
vdefine ymax ci.ymax
*print (@xmax,@ymax)
vdefine lmax ci.max
*print "lmax = @lmax"

* Calculamos el valor inicial y final de y de la linea a graficar
vdefine yini @ymax-20
vdefine yfin @ymax+20

vdefine xini @xmax-20
vdefine xfin @xmax+20

vdefine lmitad ((@lmax-@skyavg)/2)+@skyavg

roi rect @xmax @yini 1 41
iflag roi on

icreate "roi" 1 41
ci roi
subimage "@name" roi

* Calculamos la cantidad de pixels con Intensidad mayor o igual a la intensidad media
ge @lmitad

* Calculamos la cantidad de pixels con Intensidad mayor que la intensidad media
*gt @lmitad

vdefine fwhmy lvalue
vdefine seeingy @fwhmy*0.296
print -r "Seeing Y = "
print -r @seeingy
print " arc sec"

* matamos la imagen roi
iremove roi

ci @name
iflag roi off

*empezamos de nuevo para calcular en x
roi rect @xini @ymax 41 1
iflag roi on

icreate "roi" 41 1
ci roi
subimage "@name" roi

```

```
* Calculamos la cantidad de pixels con Intensidad mayor o igual a la intensidad media  
ge @Imitad
```

```
* Calculamos la cantidad de pixels con Intensidad mayor que la intensidad media  
*gt @Imitad
```

```
vdefine fwhmx lvalue  
vdefine seeingx @fwhmx*0.296  
print -r "Seeing X = "  
print -r @seeingx  
print " arc sec"
```

```
* matamos la imagen roi  
iremove roi
```

```
ci @name  
iflag roi off
```

```
vkill xmax ymax xini xfin yini yfin Imax Imitad
```

```

*****
* Macro SIGNOISE.SUB: Sub-Macro del PHOT.CMD. Calcula el valor de la relacion
* senal-ruido (S/N) segun la expresion (Howell, PASP, Vol.101, pag.616-622, 1989
*  $S/N = N_{tot} / \{N_{tot} + npix * [N_{sky} + N_{darkcurr} + (N_{rdnoise})^2]\}^{(1/2)}$ 
* siendo: Ntot = numero total de fotones (con el cielo sustraído) en el diafragma
*      npix = numero de pixels contenidos dentro del diafragma
*      Nsky = numero de fotones por pixel debidos al cielo en el diafragma
*      Ndarkcurr= numero de fotones por pixel debidos a la corriente de oscuridad
*      Nrdnoise= ruido de lectura en electrones por pixel
*****
* El 50 son los electrones/ADU en gain 1. En gain 4 es 50/4 = 12.5 electrones/ADU
vdefine signoise (50.0/@gain)*(@starflux+@skyflux)+@npix*(@darkcurr*@exptime+@rdnoise*@rdnoise)
vdefine noise sqr(@signoise)
*print "Noise = @noise"
if @signoise <= 0
    print "Da negativo el denominador del signoise"
    vdefine signoise 0
else
    vdefine signoise (50.0/@gain)*@starflux/sqr(@signoise)
endif
vdefine raizden sqr((50.0/@gain)*@starflux)
*print "Raiz de N = @raizden"

if @RSNmax < @signoise
    vdefine RSNmax @signoise
    *
    print "RSNmax = @RSNmax"
endif

```

```
*****
* Macro ABORTASK.SUB: Sub-Macro del PHOT.CMD y del LISTADAT.CMD. Pregunta si desea continuar.
* Evita que haya muchos niveles de if.
*****
sysget yn "Desea continuar" "ABORT"
if !lvalue
    vdefine abort 1
    exitloop
endif
```

```

*****
* Macro PLOTARAY.SUB: Sub-Macro del PHOT.CMD. Grafica los datos del
* array en uso y les asigna un color.
*****
*****
* Graficamos las magnitudes
*****
array @numerodearray attach 1
vdefine vmax @vmin+0.1
if @numerodearray == 1
    plot un 1
    window u 1 m 460 0
    window u 1 s 550 400
    plot hmin u1 1
    plot vmin u1 @vmin
    plot vmax u1 @vmax
    plot ptitle u1 Curva de crecimiento
    plot htitle u1 Numero de diafragma
    plot vtitle u1 Magnitud Instr
endif
window u 1 v

vkill vmin vmax

*****
* Graficamos la relacion senal ruido
*****
if @arraysignoise == 22
    plot un 22
    window u 22 m 460 450
    window u 22 s 550 400
    plot hmin u22 1
    plot vmin u22 500
    plot ptitle u22 Relacion Senal-Ruido
    plot htitle u22 Numero de diafragma
    plot vtitle u22 S/N
endif
array @arraysignoise attach 22
window u 22 v

*array @numerodearray free
*array @arraysignoise free

```

```

*****
* Macro APENMAG.SUB: Sub-Macro del PHOT.CMD. Guarda un valor de la magnitud en el archivo de datos
* de la imagen medida.
*****
file exist @workdir\@name.dat
if !lvalue
    print "El archivo @workdir\@name.dat no existe"
    return
endif

vdefine maginstr @magavg
if "@automat" == "n"
    sysget text "Magnitud Instrumental" "@maginstr"
    vdefine maginstr tvalue
endif
if len("@maginstr 0") > 2
    print "Magnitud Instrumental = @maginstr"
    open 0 @workdir\@name.dat a
*       write 0 00000000011111111122222222233333333334444444445555555556
*       write 0 123456789012345678901234567890123456789012345678901234567890
    write 0 MAGINSTR=          @maginstr
    write 0 CTE =              @cte
    write 0 ImaxImin=          @imax_imin
    write 0 SKYRING =[Inner ring radius] @skyring
    write 0 SKYWIDTH=[Ancho del anillo] @skywidth
    write 0 SKYAVG =[Sky average] @skyavg
    write 0 SKYSTD =[Desv.Standard] @skystd
    write 0 SKYDEV =[Desv.Absol.Media] @skydev
    write 0 RSNmax =           @RSNmax
    write 0 RSNavg =           @RSNavg
    write 0 FIT =              -
    write 0 Xshift =           @deltax
    write 0 Yshift =           @deltay
    write 0 FWHMX =[pixels] @fwhmx
    write 0 FWHMY =[pixels] @fwhmy
    close 0
    print "Magnitud agregada al archivo @name.dat"
else
    print "No se ha guardado la magnitud instrumental en el archivo de datos"
endif

* shell notepad.exe @workdir\@name.dat

```