

Guía de Fotometría CCD de la AAVSO

Versión 1.1



AAVSO

49 Bay State Road
Cambridge, MA 02138
Tel.: +1 617 354-0484
Correo-e: aavso@aavso.org

Copyright 2015 AAVSO
ISBN 978-1-939538-13-0

Índice

Prólogo	4
Agradecimientos	5
Capítulo 1: ¿Así que quieres ser fotometrista?	6
Capítulo 2: Estrellas variables: qué, por qué y cómo medir	9
Capítulo 3: Un repaso al equipamiento y los programas informáticos	14
Telescopio y montura	14
Cámara CCD	15
<i>Recuadro informativo 3.1 – Cómo determinar la linealidad de nuestra cámara</i>	18
Filtros	23
El ordenador y los programas informáticos	24
Cartas	26
Capítulo 4: Toma y procesado de imágenes	29
Toma de imágenes de calibración	29
<i>Recuadro informativo 4.1 – Guía Rápida para la toma de Imágenes de Calibración</i>	29
<i>Recuadro informativo 4.2 – Adquisición de tomas planas crepusculares (“Twilight Flats”).</i>	33
Adquisición de imágenes astronómicas	34
Casos especiales y otras incidencias	37
<i>Recuadro informativo 4.3 – Centelleo</i>	38
Estudio de la imagen	39
<i>Recuadro informativo 4.4 – Estimación de la masa de aire</i>	40
Capítulo 5: Fotometría: Midiendo imágenes	45
Verificar las imágenes	46
Identificar las estrellas	46
<i>Recuadro informativo 5.1 – Gráfica de PSF</i>	47
Ajustar la apertura	48
Seleccionar las estrellas de verificación y comparación	49
Medir las magnitudes	51
<i>Recuadro informativo 5.2 – Una nota sobre magnitudes</i>	52
Determinar la incertidumbre	52

Capítulo 6: Transformando nuestros datos	56
Resumen general y supuestos previos	57
Determinando los coeficientes de transformación	58
Aplicando los coeficientes de transformación	65
Capítulo 7: Fotometría y ciencia	68
Fotometría y filtros	68
Consideraciones sobre el tiempo: escalas de tiempo de variabilidad, tiempos de exposición y frecuencias de observación.	70
Apéndice A: ¿Qué es la luz estelar?	76
Apéndice B: Por qué y cómo emiten radiación las estrellas	78
Apéndice C: Envío de observaciones a la AAVSO	82
Apéndice D: Referencias para el observador	89
Índice - glosario	90

Prólogo

La *Guía de Fotometría CCD de la AAVSO* lleva existiendo, en diferentes formatos, desde que sus observadores empezaron a usar cámaras CCD en la década de 1990. Desde entonces, el aumento en la cantidad de datos adquiridos con ellas es muy importante y en la actualidad representan más del 80% de todos los que se reciben al año. La bajada del precio y la facilidad de su uso explican, en gran medida, ese incremento de tal modo que, incluso, esperamos que vaya a más con el tiempo.

La facilidad con que se pueden obtener y extraer datos de una CCD no necesariamente indica que sea fácil para la ciencia hacer un buen uso de ellos. Esta versión de la *Guía de Fotometría CCD* representa una reescritura del anterior manual CCD con el objetivo final que los observadores no solamente sean capaces de generar datos, *sino que puedan hacer ciencia*. Aunque trataremos sobre el uso básico de la cámara CCD y la reducción de datos, el objetivo final será ayudar a que estos sean tan científicamente útiles como sea posible. La AAVSO da más importancia al valor científico de los datos que a la cantidad de los mismos y todos los observadores debemos adaptarnos a este cambio, tal y como han hecho los observadores visuales u otros. De esta forma, la utilidad científica de nuestro trabajo es de mucha mayor importancia que la cantidad de datos que podamos remitir.

Esta guía pretende servir para principiantes y observadores CCD de nivel medio que quieran utilizar sus equipos para obtener fotometría de estrellas variables de la más alta calidad alcanzable. Es posible tomar datos fotométricos con un pequeño telescopio y una cámara CCD con la misma calidad que los tomados en observatorios profesionales, y no hay, en principio, ninguna diferencia entre los tomados por un observador amateur y los tomados por un profesional. Nuestro objetivo será reducir esas diferencias y ayudar a tomar los mejores datos posibles. Os contaremos cómo obtener *datos* con vuestro equipo, pero también explicaremos por qué y cómo hacerlo de la manera correcta para que proporcionen *información* útil a los investigadores.

La Guía estará siempre en desarrollo y dependemos de toda la comunidad para que nos ayude a ampliar y documentar las mejores prácticas en la observación CCD. Con el tiempo encontraremos en este documento cosas que estarán desfasadas o quizás poco claras. Por favor, envíanos tu opinión para poder mejorar.

Por favor, cualquier comentario o sugerencia puede ser enviado a aavso@aavso.org.

Cielos despejados,

Sara Beck, *Asistente Técnico de la AAVSO, Equipo Científico*

Arne Henden, *Director Emérito de la AAVSO*

Matthew Templeton, *Director Científico de la AAVSO*

Agradecimientos

La AAVSO y los autores de esta Guía desean expresar su más sincero agradecimiento y reconocimiento a las siguientes personas que han contribuido de una forma u otra en esta obra.

Por su tiempo y sus habilidades en programación y en la creación de herramientas de transformación:

Gordon Myers
Richard Sabo
George Silvis

Por su ayuda, aliento y valiosos comentarios:

Dave Cowall
Tim Crawford
Blake Crosby
Thibault de France
Allan Hollander
Robert Jenkins
Ken Menzies
John O’Neill
Sebastián Otero
Miguel Rodríguez
Phil Sullivan
Gary Walker

Por la traducción de esta Guía al español:

Rafael Benavides Palencia
David Cejudo Fernández
Antonio Celiá Miró
Juan-Luis González Carballo (coord.)
Fernando Limón Martínez
Miguel Rodríguez Marco
Josep Lluís Salto González (coord.)

Primera edición (Versión 1.0): septiembre 2014

Versión 1.1: Febrero de 2015.

- 3.3.2015: actualización del Capítulo 6.
- 11.1.2016: pequeña modificación en la redacción del apartado “Decidir cuántas imágenes tomar” (Capítulo 4, página 36).

Capítulo 1: ¿Así que quieres ser fotometrista?

Si se posee, o se tiene acceso, a un telescopio con cámara CCD se puede usar para obtener datos científicamente útiles de estrellas variables. La AAVSO acepta diferentes métodos observacionales, siendo los dos más populares la observación CCD y la visual (con la ayuda de algún instrumento o a simple vista). Ambos tipos de observación tienen sus puntos fuertes y débiles, y cada uno de ellos tiene su lugar en la astronomía de estrellas variables. Esta Guía está destinada a ayudar a todos los nuevos observadores para que lleguen a ser buenos fotometristas CCD. Este es nuestro objetivo fundamental dado que la calidad de los datos que recibimos de los observadores es fundamental para que los investigadores mejoren la ciencia a partir de ellos. Una cámara CCD es capaz de obtener muy buenos datos de estrellas variables y, como la mayoría de los instrumentos científicos, también es capaz de obtenerlos muy **malos**. Queremos, por tanto, ayudar para la búsqueda y obtención de **buenos** datos.

Los observadores CCD tienen diferentes puntos de partida: algunos eran antiguos (y actuales) observadores visuales que dieron el salto a la observación CCD. Otros solo usaban la CCD para fotografía astronómica y querían hacer algo más. También están los que pueden usar instalaciones remotas o compartidas para obtener observaciones astronómicas y así maximizar su valor. Algunas personas han llegado a través de algún artículo sobre la observación de estrellas variables y han pensado “*¡quiero intentarlo!*”. Estos últimos han dado el salto directamente a la observación CCD.

En aras de la simplicidad, esta Guía asume que tenemos conocimientos de astronomía (debemos saber, por ejemplo, cómo se mueven las estrellas a través del cielo durante una noche, qué son las coordenadas astronómicas — ascensión recta y declinación — o lo que significa la magnitud de una estrella). También vamos a suponer que ya hemos aprendido lo suficiente sobre cómo configurar y trabajar con el telescopio, cómo conectar la cámara CCD a un ordenador y cómo utilizar los programas que vienen con ella y el telescopio. En esta etapa, al menos debemos ser capaces de encender el telescopio, apuntar con él a una zona del cielo y mantenerlo en ese mismo punto para tomar una imagen con la cámara. Si hemos conseguido tomar una de un campo estelar, cúmulo, nebulosa o galaxia con nuestro telescopio y estamos razonablemente satisfechos con el resultado, eso es todo lo que necesitamos saber. Si estamos empezando con un nuevo instrumento, debemos aprender los conceptos básicos de cómo trabajar con él y divertirnos algo al principio. Así obtendremos una buena idea de cómo funciona el telescopio, y — sobre todo — cómo utilizarlo para obtener imágenes con un guiado correcto.

Además, debemos sentirnos cómodos con los programas que vienen con el telescopio, o al menos tener una copia de los manuales siempre a mano. La mayoría de los programas de las CCD comerciales tendrán todo lo que necesitamos para procesar las imágenes con una finalidad

científica. Más adelante nos centraremos en cómo extraer datos de esas imágenes y qué se puede hacer con todos estos programas, así como con el desarrollado por la propia AAVSO, llamado *VPhot*. Hablaremos sobre todo esto más adelante.

En general, no se necesita ser un matemático, ingeniero o astrofísico para obtener buenos datos. Asumiremos algún conocimiento de matemáticas, incluyendo álgebra y trigonometría — muchos de los cálculos requeridos para hacer fotometría CCD pueden ser automatizados por medio de una hoja de cálculo, pero se requiere tener un conocimiento básico de matemáticas para que podamos entender qué ocurre en la hoja de cálculo y el resultado que obtenemos. Tendremos que desarrollar el hábito de examinar los resultados cuidadosamente y evaluar si tienen sentido cada vez que enviemos una observación.

Por último, supongamos que tenemos interés en la observación CCD para medir estrellas variables y obtenemos con ellos una buena calidad de datos científicos. Familiarizarnos con las estrellas variables antes de empezar a hacer cualquier tipo de observación con la CCD sería muy recomendable, al menos para saber qué es una estrella variable en comparación con una estrella que no lo es, pero también podemos aprender a medida que vamos avanzando. Trataremos lo esencial sobre qué es la “fotometría de estrellas variables” y por qué la hacemos en el próximo capítulo. Muchos de nuestros mejores observadores CCD tuvieron su inicio como observadores visuales y os animamos a todos a conocer la publicación hermana de esta guía, el *Manual para la Observación Visual de Estrellas Variables de la AAVSO*.

Hay que tener en cuenta que la obtención de “buenos datos” puede implicar cometer algunos errores y (crucialmente) aprender de ellos. Obtener muy buenos datos es complicado y requiere algún esfuerzo. Por el contrario, es fácil obtenerlos malos a través de una CCD. Del mismo modo, también es bastante fácil (o, al menos, sencillo) obtener buenos datos. Más difícil será obtenerlos excelentes, tanto si se es un aficionado o un profesional, pero estamos seguros de que se puede hacer si las circunstancias lo permiten; de lo contrario, no estaríamos escribiendo esto. Es normal cometer errores, pero solo si aprendemos de ellos estaremos en camino de conseguir buenos resultados.

Fotometría

Cuando observamos una estrella variable queremos decir que estamos midiendo la cantidad de luz que la estrella parece emitir en un momento dado. Podemos repetir la medida una y otra vez, haciéndolo tan a menudo como necesitemos para seguir completamente todas las variaciones. Si nuestras medidas son coherentes y precisas entonces podemos proponer modelos físicos que traten de explicar por qué el brillo ha cambiado de esa manera. Nuestra tarea como observadores de estrellas variables es conseguir buenas medidas, de manera que los investigadores puedan hacer

buenos modelos con ellas. A mejores medidas, mejores modelos. El proceso de la medición de la luz de una estrella se llama **fotometría** y una persona que hace esto es un *fotometrista*. Nosotros esperamos que el lector se convierta en uno de ellos; es más, en uno de los buenos, una vez que haya trabajado a partir de esta guía.

Hay una serie de detalles sobre la forma de realizar las medidas que pueden mejorar las posibilidades del investigador para hacer modelos realistas, y quizás alguno de esos detalles puedan ser en principio poco relevantes para nosotros. Podemos obtener excelentes datos de algunas estrellas con solo apuntar el telescopio, tomando una o más imágenes y procesándolas con métodos sencillos. Esta no suele ser la forma usual para la mayoría de las estrellas, aunque a veces sea factible. La mayor parte del tiempo que usemos la cámara será para tomar una o más imágenes de una estrella en la misma noche, y luego volveremos a visitar la misma estrella una y otra vez. Incluso podemos pasar muchas horas en una sola noche para una misma estrella, tomando imágenes repetidamente, tan rápidamente como podamos. También podemos utilizar uno o más *filtros* para medir la luz en longitudes de onda bien definidas. Incluso necesitaremos pasar tiempo midiendo *estrellas no variables* especialmente seleccionadas para *calibrar* mejor nuestras observaciones. Todos estos aspectos, así como otros que trataremos más adelante, tienen relación con la transformación de nuestras observaciones en datos útiles.

La fotometría es la medición de la intensidad de la luz de las estrellas, sea cual sea la técnica empleada. Aunque esta guía nos enseñará cómo hacer fotometría con una CCD, en realidad no constituyen el único instrumento para realizarla. Nuestro último objetivo no será convertirnos en “buenos observadores con CCD”, sino en ser *buenos fotometristas empleando una cámara CCD*. Hay una clara diferencia: casi todo el mundo puede serrar un tronco por la mitad, pero eso no le convierte a uno en carpintero. Una cámara CCD producirá números que se transformarán en otra serie de números dentro del ordenador y éstos, a su vez, en otra serie de números en el programa informático de análisis, en la hoja de cálculo... y así sucesivamente. Estos números no son fotometría, a no ser que el proceso haya sido totalmente correcto. No nos centraremos en la tecnología, nos centraremos en el propósito. Nuestro objetivo no es producir números, es producir *conocimiento* que pueda conducirnos a la *comprensión*. A partir de ahora mostraremos el por qué y el cómo de esta técnica.

Capítulo 2: Estrellas variables: qué, por qué y cómo medir

¿Qué estamos midiendo con fotometría?

Las estrellas variables son estrellas cuya luz varía sensiblemente debido a procesos físicos dentro, sobre o alrededor de ellas. Hay muchos tipos y cada uno de ellos representa los diferentes caminos en los que una estrella puede variar. Pueden cambiar de tamaño, forma o temperatura en el tiempo (pulsantes), pueden producirse cambios rápidos en la luz debido a procesos físicos alrededor de ellas (acreción y eruptivas), o pueden ser eclipsadas por otras estrellas o planetas en órbita alrededor de ellas (binarias y exoplanetas). La clave es que algo está pasando físicamente a la estrella o en sus inmediaciones. También podemos ver una estrella centelleando en el cielo, pero en este caso la variación es debida a la atmósfera de nuestro planeta. Una estrella variable varía por sí misma, independientemente de lo que pueda ocurrir aquí en la Tierra.

Diferentes tipos de estrellas varían en diferentes escalas de tiempo. Algunas pueden tardar semanas, meses o años en sufrir cambios que sean detectables. Por el contrario, otras necesitan días, horas, minutos, segundos o incluso mucho menos. Algunas varían regularmente y podemos ver patrones en las variaciones que se repiten en el tiempo, otras experimentan cambios caóticos que nunca podremos predecir exactamente. Algunas varían de la misma forma durante siglos, mientras que otras — como las supernovas — pueden estallar rápidamente para luego desaparecer: nunca se verán otra vez.

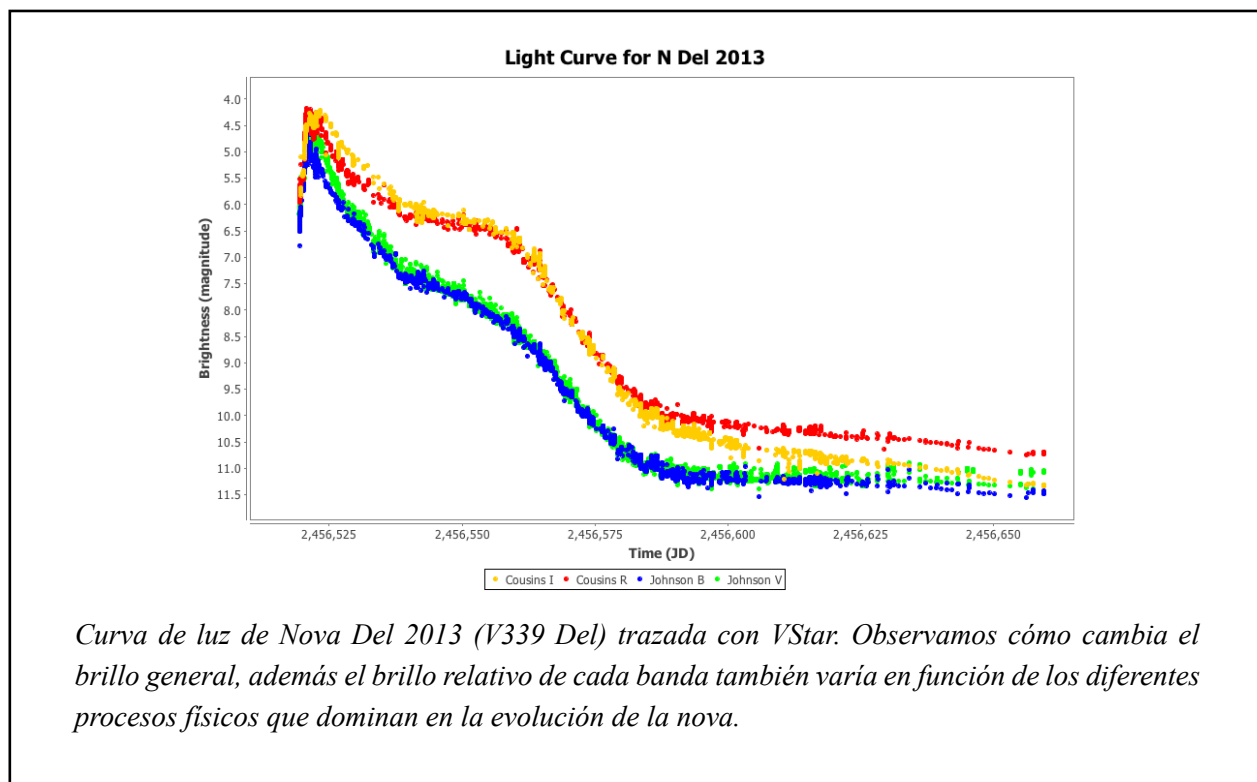
Entre las estrellas variables también existen diferentes rangos de brillo aparente (cómo de brillantes nos parecen), así como con una variedad de luminosidades intrínsecas (la cantidad de luz que realmente emiten). Una estrella puede ser intrínsecamente luminosa, pero si está a miles de años luz de distancia, nos parecerá débil. Las variables también tienen un rango de *amplitudes* (cuánto cambia su luz en función del tiempo). Algunas pueden variar 10 magnitudes o más, lo cual es un valor de diez mil en flujo, ¡un gran cambio! Por el contrario otras varían una milimagnitud, o incluso menos, y sus variaciones serán imposibles de detectar para nosotros. Hay innumerables variables entre ambos extremos y no nos faltarán objetos que observar para que seamos capaces de desarrollar un trabajo productivo, independientemente del tamaño de nuestro telescopio.

¿Por qué hacemos fotometría?

Las estrellas variables son interesantes por varias razones diferentes, pero fundamentalmente las estudiamos porque son como laboratorios de física. No podemos ir y tocar una estrella o cambiarla de alguna forma para estudiarla, pero sí podemos entender cómo cambia la luz de una estrella variable, lo cual nos ayudará a aprender más sobre cómo funciona el universo. Los mismos procesos físicos fundamentales que operan aquí en la Tierra — la gravedad, la mecánica de fluidos, el

electromagnetismo, la luz y el calor, la química y la física nuclear — operan de la misma manera en todo el universo. Al observar *cómo* las estrellas cambian con el tiempo, podemos aprender **por qué lo hacen**. Lo que estamos haciendo con nuestras observaciones es proporcionar la materia prima que da poder a la investigación científica. Los científicos pueden especular interminablemente sobre por qué las cosas parecen y se comportan de la manera en que lo hacen, pero en última instancia, esas hipótesis tendrán que ser probadas con el fin de avanzar en nuestra comprensión científica. Ahí es donde entra en juego la observación y donde se tiene la mayor posibilidad de hacer una valiosa contribución a la ciencia de las estrellas variables. Si le damos a los investigadores datos válidos y precisos, podrán hacer buenos modelos de cómo funciona el universo, y nuestra comprensión aumentará y mejorará. Por el contrario, si tienen malas medidas, los científicos solo podrán hacer modelos mediocres que nos pueden engañar y obstaculizarán el progreso en este campo.

En cuanto a la cuestión más amplia de por qué las estrellas variables son interesantes, a menudo nos ofrecen más información que una estrella específica en un momento dado. También pueden decirnos algo acerca de las circunstancias en que se forman, cómo pasan sus vidas, y cómo finalmente evolucionan y mueren. Aprender más acerca de lo que las estrellas son y por qué se comportan de la manera en que lo hacen nos da una imagen más completa del universo en el que vivimos, tanto en el presente como en escalas de tiempo cósmicas, y proporciona información sobre todo, desde los planetas y las estrellas, a las galaxias y más allá. En definitiva, esto es sobre lo que trata la astronomía de las estrellas variables.



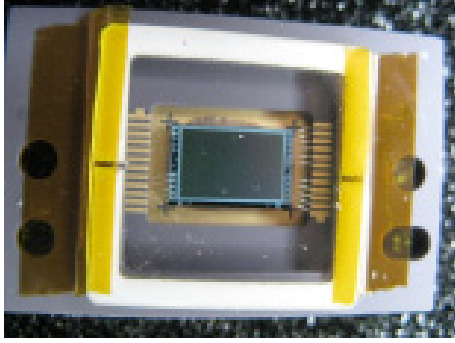
En este documento vamos a ocuparnos principalmente de la variabilidad en longitudes de onda ópticas — luz con longitudes de onda observables por el ojo humano — pero hay que tener en cuenta que las estrellas son variables en cualquier longitud de onda, desde las ondas de radio hasta los rayos X y los rayos gamma. Con frecuencia las estrellas variables varían de forma distinta en diferentes longitudes de onda. Esto es algo clave para recordar, especialmente al hacer fotometría CCD. A menudo no solo estamos interesados en cuánta es la cantidad total de luz que está cambiando, también en las propiedades de esa variación de luz en función de cada longitud de onda.

Conocer tanto el cambio global como la dependencia en cada longitud de onda puede ayudarnos a entender la física subyacente de lo que está ocurriendo en la estrella, que en definitiva es lo que buscamos en la astronomía de las estrellas variables. Más adelante en esta guía vamos a hablar sobre cómo podemos medir (o al menos delimitar) las propiedades espectrales de las estrellas que observamos. Al hacer esto, tenemos una imagen mucho más completa de cómo y por qué algunas estrellas varían.

¿Cómo realizar fotometría?

Los detalles de esta pregunta van a formar el grueso de esta guía. Para medir el número de fotones que nuestro telescopio recibe de una estrella variable, junto con una serie de conocidas “estrellas de comparación” observadas al mismo tiempo, se utilizará un instrumental electrónico: un “dispositivo de carga acoplada” o cámara CCD. Los números que obtengamos, junto con los datos de calibración adicionales, nos ayudarán a convertir nuestra medida del número de fotones respecto al calibrado en una medida física del brillo de una estrella en un momento concreto en el tiempo. Repitiendo esa medición una y otra vez, podemos medir cómo la luz de la estrella cambia en el tiempo. Ésta es la esencia de la fotometría, independientemente de qué equipo estemos usando para realizar las medidas. Vale la pena que nos detengamos un momento para explicar qué está ocurriendo dentro de la cámara cuando se expone a la luz.

Una cámara CCD tiene en su corazón una oblea semiconductora de silicio que se ha dividido en un gran número de cuadrados aislados, cargados eléctricamente, que llamamos “píxeles”. Esto se conoce como un sensor CCD. Cuando el sensor se expone a la luz, los fotones golpean a cada píxel y liberan electrones a través del efecto fotoeléctrico. Cada píxel y sus puertas electrónicas asociadas actúan como un pequeño condensador, recogiendo estos electrones de los píxeles de silicio cuando la luz incide sobre ellos. Cada píxel está conectado a un procesador central y la carga que se recoge en cada uno de ellos se acumula hasta que el sensor es “leído” por la electrónica de la cámara. Durante la lectura, el procesador central mide la carga recogida en cada píxel. Esta es una tensión analógica que se convierte en un número digital mediante un convertidor de analógico a digital. Lo que se envía desde el sensor CCD al ordenador es la posición del píxel en el sensor y una representación digital de la cantidad de carga que lleva en cada momento de la lectura. Esto es lo que crea la imagen que se obtiene de nuestro sistema.



Un ejemplo de un (antiguo) sensor CCD. El área del detector es el rectángulo gris en el medio. Se observa el cableado en los bordes; el sensor se lee a través del cableado, que está conectado al convertidor analógico a digital dentro de la cámara. (Cortesía Arne Henden)

Lo que hace que la imagen sea útil para la astronomía de estrellas variables es que se etiqueta de alguna manera (por lo general en la misma cabecera) en el momento en que fue tomada. Así que en este punto tenemos más información de la que pensábamos en un principio — una medida de luz en un momento específico de tiempo- para hacer “fotometría”. Sin embargo, este es solo el primer paso. Hay algunas cosas importantes que hacer desde que abrimos el obturador de nuestra cámara y conseguimos un conjunto final de números — tiempo, magnitud y una incertidumbre para cada medición- que involucran ante todo cómo el conteo de electrones por el sensor de nuestra CCD se refiere a una cantidad física, como la cantidad de luz que emite una estrella en una determinada longitud de onda. El paso de calibración es un proceso largo pero sencillo que transforma esos datos de la CCD en información física acerca de la estrella.

El proceso de calibración implica medir:

- El ruido inherente a la electrónica de la cámara
- Las peculiaridades de la óptica de nuestro telescopio, desde su abertura hasta al sensor CCD.
- La respuesta de nuestro sistema a la longitud de onda —cómo se registran diferentes longitudes de onda de la luz, y eventualmente...
- La respuesta a la longitud de onda de la atmósfera a través de la cual hemos observado.

Cada uno de estos pasos será tratado más adelante en esta guía pero, por ahora, debemos darnos cuenta de que para hacer fotometría de estrellas variables hay que hacer algo más que una sola observación. Los datos de calibración que tomemos para nuestra observación de estrellas variables con el tiempo se convertirán en una rutina, explicaremos lo que tenemos que hacer y por qué.

Lo más importante que debemos recordar de este capítulo es que el objetivo de la fotometría no son los números que van saliendo de la cámara CCD y el procesamiento de los datos, sino la ciencia que se puede hacer con esos números. Con el fin de hacer ciencia, nuestros resultados tienen que representar algo con significado físico, y tienen que ser presentados de una manera que sea útil para el análisis científico riguroso. Esa es nuestra meta, y ahí es donde estamos apuntando con esta guía.

En el próximo capítulo vamos a tratar los conceptos básicos de qué equipo y programas informáticos necesitamos antes de que podamos hacer fotometría CCD. Cada fabricante de telescopios, monturas y cámaras CCD tendrá sus propias peculiaridades y ello nos obligará a conocerlas y tenerlas en cuenta cuando abramos el observatorio para una noche de fotometría de estrellas variables. Muchos de los parámetros de nuestro equipo son relevantes y nos dirán lo que seremos capaces de observar con eficacia para obtener buenos datos. No seremos capaces de obtener buenas medidas para todas y cada una de las estrellas variables que hay en el cielo con un solo equipo, independientemente de su tamaño o precio. Sin embargo, habrá muchos objetos que se puedan observar con facilidad y eficacia sin importar el equipo que tengamos, tan solo hay que tener claro cuáles son esos objetos antes de ponerse ante el telescopio.

Capítulo 3: Un repaso al equipamiento y los programas informáticos

Dado que se está usando esta guía se entiende que ya disponemos de un telescopio, una montura, una cámara CCD y, en definitiva, de todo el equipo que se necesita para hacer fotometría. Por tanto, no dedicaremos tiempo a describir qué equipo deberíamos tener, sino que trataremos de aprovechar el potencial del que ya tenemos. Hay muchos tipos diferentes de telescopios, cámaras y programas informáticos; en este capítulo explicaremos los aspectos que tienen en común y lo que, en general, se requiere para obtener datos de calidad sea cual sea el equipo empleado. Por tanto, no es un capítulo en el que se explicará cómo hacer fotometría; nos centraremos en las **cuestiones previas** más importantes en relación al tema y que son necesarias antes de abrir el observatorio y comenzar la observación.

Telescopio y montura

La mayoría de los telescopios pueden trabajar bien con una cámara CCD. Un pequeño telescopio refractor, como el Bright Star Monitor (BSM) de la AAVSOnet, es ideal para obtener imágenes de estrellas brillantes. Telescopios de diámetros más grandes permiten llegar a magnitudes más débiles en las que se hace necesario aumentar la captación de luz. En general, cuanto más simple es el sistema óptico, mejor. Si es posible, hay que evitar el uso de un reductor de focal (ya que puede causar viñeteo) o cualquier otro elemento que pueda añadir un efecto no uniforme en el campo. Debemos tener en cuenta que algunos tipos de telescopios (los reflectores, por ejemplo) pueden tener problemas con la coma, que provoca una distorsión en las imágenes estelares, aspecto que deberá tenerse en cuenta a la hora de realizar la fotometría.



Dos de los telescopios de la red AAVSOnet: BSM-Hamrem, 65 mm, Astro-Tech AT-65EDQ (izquierda) y Coker 30, un Schmidt-Cassegrain de 30 cm, Meade LX-200 GPS (derecha).

Una de las dificultades que supone trabajar con una cámara CCD es que el campo de visión es mucho menor que el que se obtiene trabajando visualmente. En general, cuanto menor es la relación focal del telescopio (longitud focal/abertura), mayor será el campo de visión, por lo que será más cómodo identificarlo y se obtendrán más estrellas de comparación. El uso de un reductor de focal permite ampliar el campo pero, como se mencionó anteriormente, puede generar otros problemas.

También es importante que se trate de reducir la luz parásita que puede incidir en el equipo, siendo un problema que afecta más a los telescopios reflectores. Para comprobar hasta qué punto puede influir esta situación, quitaremos la cámara y miraremos a través del telescopio apuntando al cielo estrellado. Buscaremos reflejos o destellos de luz sobre cualquiera de las superficies internas del tubo. Si, además de estrellas, se ven más cosas recordemos que nuestra cámara también las detectará y afectarán a la calidad de las imágenes. Así que hay que plantearse la forma de minimizar el efecto de cualquier luz parásita, ya sea empleando pintura o adhiriendo algún tipo de material en el interior del tubo.

Disponer de una buena montura para el telescopio es absolutamente esencial para tener éxito. Las ecuatoriales son más adecuadas que las altacimutales, ya que éstas causan rotación de campo cuando se hacen exposiciones de tiempos medios o largos, lo cual es muy difícil de solucionar. Usar una montura ecuatorial alemana (GEM en sus siglas en inglés) o una montura de horquilla es una cuestión de gustos personales ya que ambas pueden trabajar igual de bien. Es importante, sin embargo, que estén bien alineadas y tengan un seguimiento preciso. Se ahorran mucho tiempo y frustraciones si, además, se dispone de un correcto sistema de apuntado con controles de desplazamiento (GoTo) o si, incluso, existe la posibilidad de controlarla mediante un ordenador. El autoguiado no es esencial, pero ayuda tanto en las exposiciones largas como en la programación automática de una sesión de trabajo.

Por último, está la cuestión de disponer de un observatorio para alojar el equipo. Aunque no es indispensable, disfrutar de un algún tipo de instalación permanente (aunque se trate de una sencilla forma de protegerlo de los elementos) nos va a ahorrar mucho tiempo y esfuerzo dado lo tedioso que es montar y desmontar el equipo cada noche. Incluso con una simple caseta de madera con ruedas, a prueba de agua, ganaremos horas de tiempo evitando la instalación y puesta en estación en cada sesión de observación. Con una construcción más estable hasta se puede dejar instalada de forma permanente la cámara CCD y el ordenador, estando siempre listos para usar. Hay muchas soluciones posibles y no tienen por qué ser caras.

Cámara CCD

Las cámaras CCD varían mucho en calidad, complejidad y precio, pero la mayoría de ellas se pueden emplear para obtener buenos resultados fotométricos. Lo importante es que se conozca



Caseta de techo deslizante



Alojamiento para el BSM

bien la cámara con el fin de poder obtener el máximo provecho de ella pudiendo, de esta forma, configurar adecuadamente nuestro programa observacional.

A continuación describiremos algunos de los aspectos que se deben tener en cuenta en relación a la cámara:

Linealidad y capacidad del píxel

Los píxeles de la cámara CCD responden de manera lineal a los fotones que captan: un fotón es igual a X cuentas, donde X es una constante (definida por la ganancia) hasta cierto punto. Una de las cosas más importantes que se debe saber sobre el sensor CCD de la cámara es que cada píxel solo puede almacenar una cierta cantidad de luz para ofrecer una lectura precisa. Si supera esta cantidad (llamada “capacidad del píxel”), los píxeles saturados verterán electrones a los píxeles contiguos de su misma columna, creando un efecto vertical llamado derrame (“blooming”) en el que los picos parecen ir verticalmente hacia arriba y hacia abajo del píxel saturado. Antes de llegar a ese punto, la respuesta de los píxeles a los fotones también puede cambiar, ofreciendo entonces lo que se denomina una “respuesta no lineal”.

Algunas cámaras CCD están diseñadas con un sistema antiderrame (“antiblooming gate” o ABG) para evitar que suceda esa contaminación de los píxeles adyacentes. Eso es ideal para eliminar los poco estéticos picos de las bonitas imágenes de galaxias, pero puede ser negativo para la fotometría, ya que puede destruir la linealidad del sensor y, por tanto, ofrecer resultados inexactos.

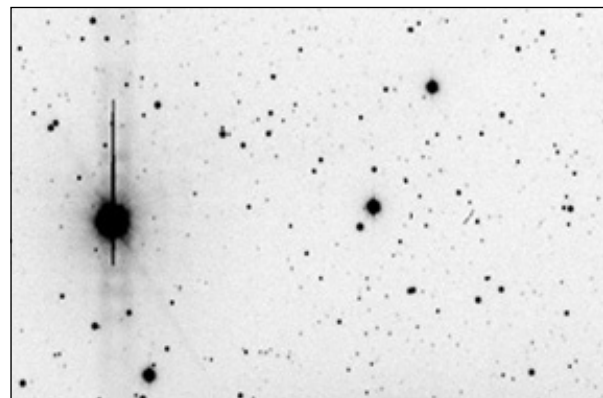


Imagen en negativo mostrando el efecto de derrame (“blooming”).

Afortunadamente, es posible utilizar una cámara con ABG, siempre y cuando se conozcan sus limitaciones y no se superen. Es más, incluso si no tienes una cámara con ABG, también es importante conocer los límites de saturación de la misma, dado que es difícil saber cuándo se van a saturar los píxeles o el momento en el que el sensor pierde la linealidad antes de que se produzca el efecto de derrame. Así que es importante conocer esa capacidad del píxel para prevenir que nos ocurra con la estrella que estamos estudiando, sin olvidar las de comparación.

Se pueden encontrar instrucciones sobre cómo calcular la linealidad de una cámara CCD en el recuadro informativo de la página 18.

Problemas con el sensor

Los sensores CCD a veces pueden tener (o aparecen con el tiempo) problemas como “píxeles calientes”, “columnas bloqueadas” u otros defectos. ¡Sufrir tales problemas no significa que se tenga que desechar la cámara y comprar una nueva! La mayoría de estos defectos no son en absoluto un problema y no afectarán a la calidad de nuestra fotometría siempre que se tengan en cuenta.

Una forma de evitar los problemas causados por defectos en el sensor puede ser dedicar un tiempo a inspeccionar cuidadosamente algunas imágenes y obtener conclusiones a partir del resultado obtenido. Podemos realizar un croquis de los defectos encontrados y anotar su posición en el campo. Igualmente, puesto que los chips se degradan con el tiempo, sería una buena idea repetir este ejercicio al menos una vez cada año. Disponer de esa información a mano puede ser útil a la hora de apuntar el telescopio hacia la zona deseada y situar las estrellas en las zonas menos afectadas del campo.

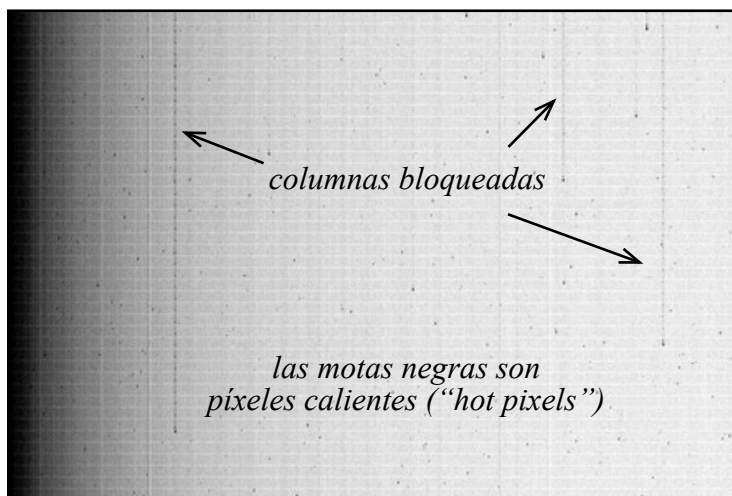
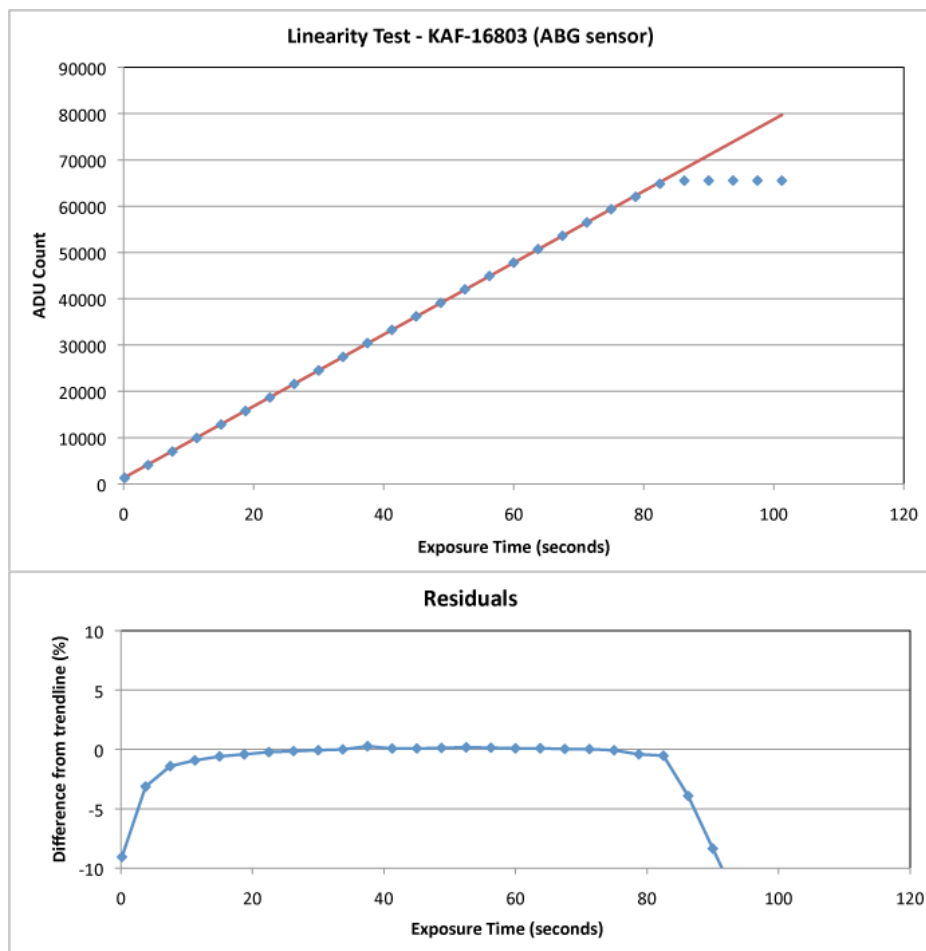


Imagen en negativo de una toma oscura de tiempo de integración nulo ("bias frame") mostrando columnas bloqueadas y píxeles calientes.

Recuadro informativo 3.1 – Cómo determinar la linealidad de nuestra cámara

1. Instalar una fuente de luz iluminando una pantalla blanca (no tiene que ser perfectamente uniforme, solo estable).
2. Apuntar el telescopio a la pantalla y ajustar el brillo hasta que con una exposición de 10 segundos se obtenga una media de 10.000 cuentas (ADUs).
3. Tomar una serie de imágenes en las que el tiempo de exposición aumente en incrementos de 10 segundos (es decir, 10, 20, 30, 40, etc.) hasta que, obviamente, se sature.
4. Realizar una gráfica en la que aparezca el tiempo de exposición frente al número medio de cuentas (ADUs) obtenidas en cada una de ellas.
5. Tomar una o dos exposiciones entre cada tramo de 10 segundos en los tramos rectos de la gráfica, o incluso a intervalos más cortos en los puntos de interés de la misma (por ejemplo: donde comienza a curvarse en cualquiera de los extremos o en cualquier otra zona no lineal de la gráfica).

A partir de esta gráfica es posible determinar en qué número de cuentas la cámara se satura y si hay algún comportamiento no lineal en el proceso.

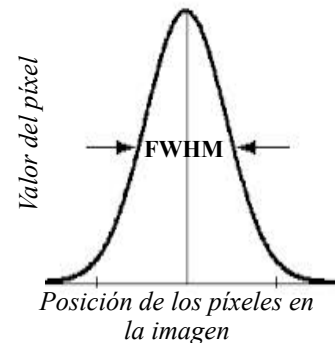


Resolución y campo de visión

La resolución y el campo de visión (FOV en sus siglas en inglés) que se puede esperar de un equipo dependen de la cámara y del telescopio que se empleen. Es importante cuantificarlos para diseñar un programa de observación que aproveche los puntos fuertes de nuestra configuración.

Muestreo

Al inspeccionar la imagen de una estrella se observa que está formada por un grupo de píxeles, algunos más brillantes cerca del centro y otros de menor intensidad a su alrededor. Las imágenes ideales de fuentes puntuales obtenidas por un instrumento óptico tienen un patrón de intensidad llamado disco de Airy. Sin embargo, en la práctica, la luz de las estrellas (que podemos considerar como una fuente puntual) tiene que atravesar la atmósfera terrestre, que difunde y contrae ese patrón. El punto que representa la imagen de una estrella en su imagen CCD se llama disco estelar aparente porque las condiciones del seeing tienen un profundo efecto sobre la intensidad de la luz. Para medir la intensidad de una imagen que no tiene los bordes bien definidos, los científicos usan el término “anchura a media altura” (FWHM), que se define como el número de píxeles que encontramos a media altura del rango dinámico entre la base y el píxel más brillante de la imagen de una estrella.



Con el fin de obtener los mejores resultados fotométricos que sean posibles, debemos intentar que el FWHM del disco aparente obtenido se sitúe entre dos y tres píxeles. Esto nos ayudará a optimizar la relación señal-ruido (SNR en sus siglas en inglés) y a mejorar la precisión de nuestras imágenes.

Así que, ¿cómo podemos saber que hemos muestreado adecuadamente el disco estelar aparente? La respuesta es sencilla: todo lo que se tiene que hacer es medirlo directamente. Usaremos para ello una imagen bien enfocada de cualquier campo estelar situado cerca del cenit. La mayoría de los programas informáticos que trabajan con imágenes CCD disponen de una herramienta que permite medir los parámetros de una imagen estelar individual, incluyendo el tamaño del disco aparente expresado en píxeles.

Mediremos varias estrellas situadas alrededor del centro de la imagen que tengan una adecuada relación señal-ruido y que no estén saturadas. Puede haber ligeras variaciones en la imagen debido al seeing o las aberraciones ópticas. También pueden cambiar con el tiempo debido a los efectos del seeing (que producen el efecto conocido como centelleo). **Debemos recordar que estamos intentando obtener un número adecuado de 2 ó 3 píxeles por FWHM.**

A menudo, la consecución de este objetivo no será factible, ni tan solo posible, dado que depende en gran medida de las condiciones de observación y de las limitaciones de nuestro equipo, pero al menos debemos intentar ajustarlo lo mejor posible. Si estamos trabajando con un FWHM de menos de 2 píxeles de diámetro, podemos estar submuestreando; por el contrario, si el FWHM es superior a 3 píxeles de diámetro posiblemente estemos sobremuestreando. Cada situación puede presentar problemas para la calidad de nuestra fotometría, aunque submuestrear es mucho peor que sobremuestrear. Afortunadamente, existen posibles soluciones a estas situaciones.

¿Cómo corregir el submuestreo?

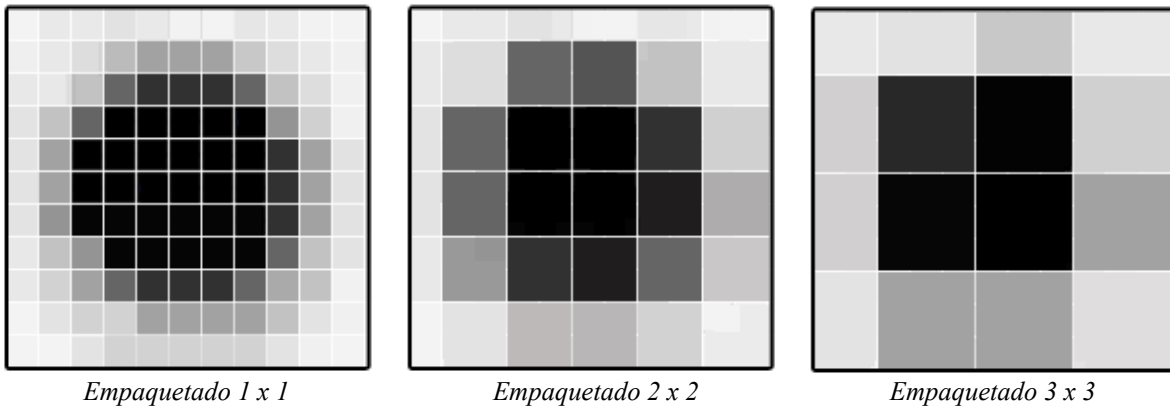
En este caso de lo que se trata es de aumentar el tamaño de los discos aparentes que se observan en la imagen. Una opción sería desenfocar un poco el telescopio y aumentar el tiempo de exposición. Si se tiene que desenfocar hay que tener mucho cuidado de que otras estrellas cercanas no queden tan cerca como para afectar a la fotometría. Además, hay que tratar de obtener tomas planas (“flat frames”, véase el siguiente apartado) que estén desenfocadas en el mismo grado, así como todas las imágenes que se obtengan (¡algo que puede ser muy difícil!). A veces puede ser útil el uso de un extensor de focal de buena calidad o una lente de Barlow.

¿Qué hacer si el muestreo es excesivo?

En primer lugar, debemos comprobar el enfoque y asegurarnos de que los discos estelares aparentes son lo más pequeños que sea posible. Si el FWHM es superior a seis píxeles, es posible considerar el uso de un reductor de focal. De esta forma no solo reduciremos el tamaño de píxel por la disminución de la distancia focal, sino que también nos ofrecerá un mayor campo de visión. Otra opción a considerar sería trabajar en modo de empaquetado (“binning”).

Empaquetado (“binning”)

Trabajar en modo de empaquetado es algo que se puede realizar cuando se desea aumentar el tamaño efectivo de píxeles mediante la agrupación de varios contiguos. El programa de control de nuestra CCD puede configurarse para obtener imágenes empaquetadas en grupos de 2 x 2 píxeles para que los cuatro actúen como uno solo. Hay, no obstante, un problema en ello: se habrá perdido capacidad de resolución, así que debemos asegurarnos de que la estrella que estamos estudiando no se ha unido a otras cercanas. Además, si uno de los cuatro píxeles de empaquetado está saturado, la precisión de la fotometría se verá afectada. Si hacemos la prueba de linealidad (como se describe en la página 18) debemos estar seguros de realizarla en el mismo nivel de empaquetado que se va a usar para tomar imágenes fotométricas. Las imágenes de calibración deben tener esa misma configuración, por supuesto. No se recomienda, de todos modos, usar el modo de empaquetado más allá de 2 x 2 píxeles.



Escala de imagen (o resolución)

Otro aspecto que debe ser tenido en cuenta para conocer la configuración óptica de nuestro sistema es la escala de la imagen o resolución. Se puede calcular utilizando la siguiente ecuación:

$$\text{Escala de imagen} = (\text{Tamaño de píxel de la CCD} / \text{distancia focal}) \times 206,265$$

(la resolución se expresa en segundos de arco / píxel, el tamaño del píxel de la CCD en micras y la distancia focal en milímetros)

Se puede obtener la información sobre el tamaño del píxel de la CCD a partir de las especificaciones técnicas del fabricante. La distancia focal también puede ser expresada como f /veces la abertura del telescopio.

Conocer la escala de la imagen de un conjunto óptico es muy útil para averiguar cómo son las condiciones de *seeing* en nuestro lugar de observación en una noche determinada. Es tan sencillo como utilizar esta ecuación:

$$\text{Seeing} = \text{escala de la imagen} * \text{FWHM}$$

Generalmente, en la mayoría de zonas suburbanas, los valores más normales del seeing están entre 3 y 4 segundos de arco, pero pueden variar significativamente de un lugar a otro o, incluso, de una noche a otra.

Campo de visión

Conocer con antelación el campo de visión (FOV en sus siglas en inglés) de nuestro equipo es esencial para conocer el área exacta del cielo que podemos obtener. También es necesario para comprobar qué área abarca en una carta estelar o en el programa planetario que utilicemos; de esa

manera podremos asegurarnos que el campo es lo suficientemente grande como para que incluya la estrella variable que deseamos estudiar, así como las estrellas de comparación necesarias para realizar la fotometría. Si no es así, puede ser que nos encontremos ante la necesidad de ajustar la longitud focal efectiva de nuestro equipo.

Para calcular el campo de visión que obtendremos con nuestro equipo, debemos utilizar la resolución obtenida mediante la ecuación anteriormente descrita junto con el tamaño del sensor en píxeles:

$$\text{FOV} = (\text{escala de la imagen} \times \text{ancho del chip}) \times (\text{escala de la imagen} \times \text{alto del chip})$$

(el campo de visión se expresa en segundos de arco, la escala de imagen en segundos de arco / píxel y la altura y anchura del sensor es en píxeles)

A continuación se presentan dos ejemplos de equipos que utilizan la misma cámara CCD:

Cámara CCD: SBIG ST402 (con sensor KAF-0402), tamaño del chip = 765 x 510 píxeles

Ejemplo 1:

Telescopio: refractor Takahashi, resolución = 3,5 segundos de arco/píxel (baja resolución)

FOV = Altura: 3,5 segundos de arco/píxel x 765 píxeles = 2677 segundos de arco
Anchura: 3,5 segundos de arco/píxel x 510 píxeles = 1785 segundos de arco
44' x 30'

Ejemplo 2:

Telescopio: Schmidt-Cassegrain de 11", resolución = 0,66 segundos de arco/píxel (alta resolución)

FOV = Altura: 0,66 segundos de arco/píxel x 765 píxeles = 505 segundos de arco
Ancho: 0,66 segundos de arco/píxel x 510 píxeles = 337 segundos de arco
8,4' x 5,6'

Se puede obtener una buena fotometría independientemente de que el campo de visión sea grande o pequeño. Tener un campo grande es bueno para las estrellas brillantes dado que conseguir estrellas de calibración de magnitud parecida suele ser más complicado. Un campo más pequeño es adecuado para estrellas más débiles o para campos estelares muy ricos.

Filtros

La mayoría de las cámaras CCD ofrecen la posibilidad de incorporarles diferentes tipos de filtros entre el telescopio y el sensor. En fotometría, los filtros limitan el rango de la longitud de onda que entra en el sensor en un momento dado. Esto nos permitirá medir el espectro de una fuente de puntos bien definidos, proporcionando una mayor información sobre el tipo de emisión recibida. En un sentido, se podría entender la fotometría con filtros como una forma de espectroscopia de muy baja resolución. Esto nos proporciona información física adicional sobre el objeto que se está observando y, en general, aumenta la utilidad de nuestras observaciones. Su uso, por tanto, puede ser muy valioso, y a veces necesario, por lo que utilizarlo nos ofrecerá una compensación que justificará el esfuerzo. Hay que tener en cuenta que a la cámara le llegará menos señal, por lo que será necesario aumentar los tiempos de exposición. Sin embargo, los usuarios de filtros obtendrán a cambio una mayor información física acerca de las estrellas que estudian.

Correctamente reducidas, nuestras observaciones se relacionarán mejor con las de otros observadores si usamos filtros fotométricos estándar. Ello se debe a que el sensor de cada fabricante ofrece una respuesta espectral ligeramente diferente. Sin un filtro nuestras observaciones aun podrían ser útiles para el análisis del período de una estrella variable, pero las magnitudes obtenidas pueden no ser coherentes con las de otros. Los resultados que obtendremos no solo reflejarán las características de nuestro sensor CCD, sino que el hecho de que estemos obteniendo imágenes de todo el espectro de la estrella significa que nuestras observaciones podrían ser varias magnitudes más brillantes que si fueran medidas visuales o a través de un filtro V. En general existen tres casos donde las observaciones sin filtro pueden ser útiles: en aquellas en las que se sabe que la fuente tiene un color neutro, ya que todas las longitudes de onda son igual de brillantes (por lo general en objetos muy calientes, como las estrellas cataclísmicas en explosión); en segundo lugar, cuando el objeto es muy débil y el mero hecho de detectar la fuente tiene un gran valor (como en las explosiones de rayos gamma) y, por último, cuando la determinación del período de una estrella variable es un objetivo científico de primer orden.

Algunas personas usan filtros no específicamente fotométricos para sus observaciones. El problema con ellos es que no están estandarizados y es difícil (si no imposible) convertir sus resultados al sistema estándar. Además, no será posible utilizar las magnitudes publicadas para las estrellas de comparación, dado que generalmente vienen expresadas en colores estándar, o para cotejar los resultados con los de otros observadores.

Si se utiliza un solo filtro, la mejor opción sería un Johnson V. Esto es debido a que las magnitudes obtenidas a partir de imágenes realizadas con él son muy parecidas a las obtenidas visualmente. Si deseamos utilizar un segundo filtro, por su utilidad le seguiría un Johnson B, seguido por un Cousins I, Cousins R y, finalmente, un Johnson U, en ese orden. La denominación “Johnson” o

“Cousins” simplemente designa el tipo de filtro estándar desarrollado por Harold Johnson y Alan Cousins, respectivamente.

Puesto que los filtros tienden a degradarse con el tiempo, es importante inspeccionarlos una vez al año, hacer nuevas imágenes de calibración con frecuencia (ver el capítulo siguiente) y limpiarlos siguiendo las instrucciones del fabricante.

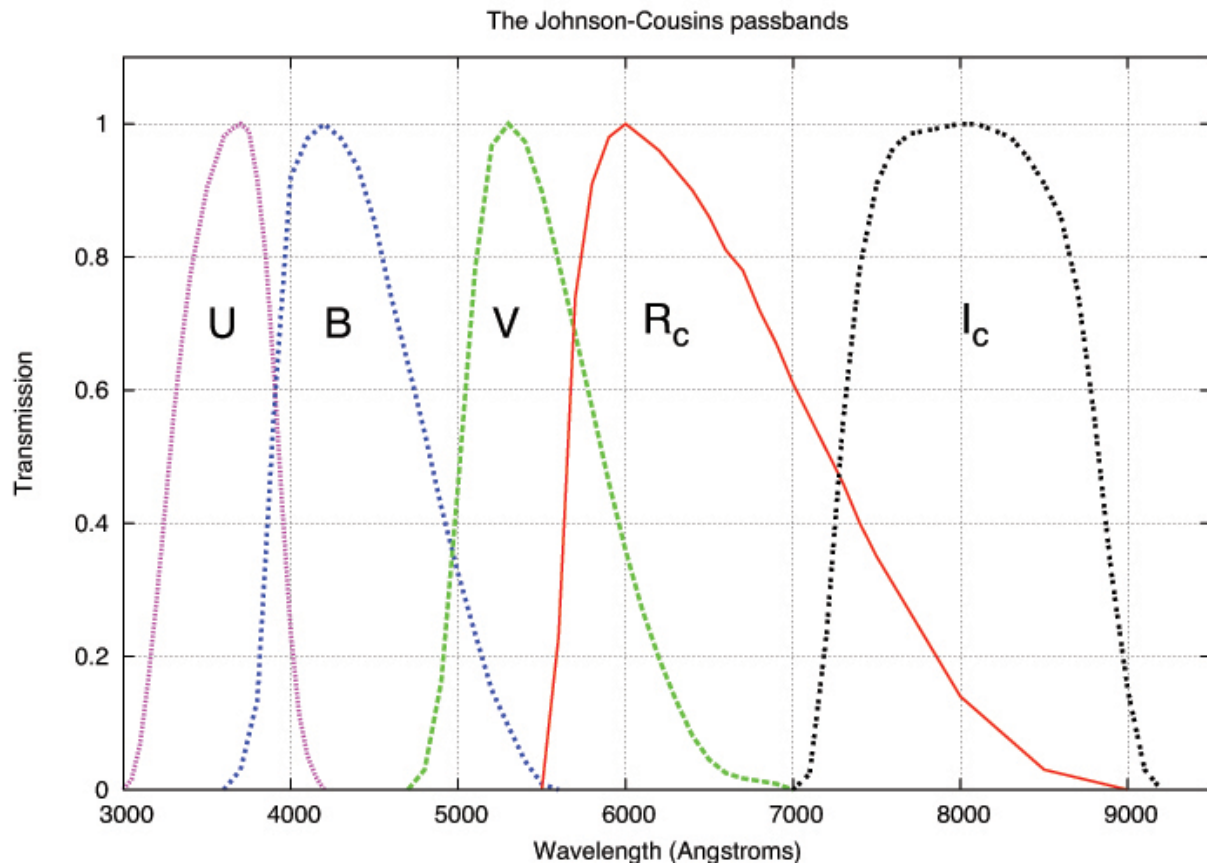


Figura 3.1. – Gráfico que representa la transmisión frente a la longitud de onda de cada filtro del sistema Johnson-Cousins (cortesía de Michael Richmond, RIT).

El ordenador y los programas informáticos

Dado que es probable que vayamos a pasar más tiempo trabajando con nuestros datos en el ordenador que tomando imágenes con el telescopio, es importante que tengamos algunos conocimientos básicos de informática. También debemos conocer a fondo los programas informáticos que empleemos: no solo cómo usarlos, también comprender los procesos que realiza. Dedicar algo de tiempo a aprender a usar los programas será compensando rápidamente.

Hay muchos y buenos paquetes informáticos disponibles y algunos de ellos realizan algunas o todas las funciones que se enumeran a continuación. La AAVSO no respalda a ninguno de ellos en particular, y esta guía no intentará explicar cómo usarlos. El que se elija dependerá de nuestra preferencia personal y de la compatibilidad con el equipo que usemos. Como se decía anteriormente, dado que vamos a pasar más tiempo ante el ordenador que ante el telescopio, es importante que elijamos aquel ante el que nos sintamos más cómodos y el que hayamos llegado a conocer mejor con el tiempo. En la mayoría de los casos es posible descargar versiones de prueba antes de comprar. También puede ser útil hablar de las posibles opciones con observadores experimentados para conocer los puntos fuertes y débiles de cada producto.

Algunos de los paquetes informáticos más populares son:

- AIP4Win
- AstroArt
- CCDOps
- FotoDif (programa en español)
- IRAF
- LesvePhotometry
- MaxIm DL
- MPO Canopus
- VPhot

Estas son las funciones que necesitaremos que realice el programa que hayamos decidido usar:

Interfaz CCD – el control de la cámara CCD en sí, la selección de los filtros y la toma de imágenes. Habitualmente, la cámara viene con su propio programa para la obtención de imágenes.

Reducción de datos – el procesamiento de imágenes y la aplicación de las imágenes de calibración.

Astrometría – también conocida como “la resolución de la placa” para localizar los objetos a través de sus coordenadas (AR y DEC).

Fotometría – para obtener medidas del brillo de los objetos y poder generar un informe en el formato adecuado de la AAVSO.

Obviamente, necesitaremos un ordenador para poder ejecutar esos programas. No hay requisitos específicos en este particular, aunque Windows es el sistema operativo más comúnmente utilizado. Algunos de los programas mencionados anteriormente solo se ejecutan en ordenadores bajo este sistema y puede que no haya una versión disponible para Mac o Linux. También es muy útil que el ordenador disponga de un buen número de puertos USB, ya que los necesitaremos tanto para la cámara como para los demás periféricos.

Las imágenes obtenidas con una cámara CCD astronómica se guardarán en un formato de archivo específico: FITS (Flexible Image Transport System). Este formato es el estándar para el almacenamiento de imágenes científicas y lo soporta cualquier programa informático astronómico.

Una característica útil del formato FITS es que la información sobre la imagen (nombre del objeto, tiempo de exposición, etc.) puede ser almacenada en un formato legible junto a la propia imagen.

Otra de las funciones necesarias del ordenador es mantener la hora exacta. Si tenemos acceso a Internet en nuestro lugar de observación, se puede obtener a través de la hora oficial ofrecida por el Observatorio Naval de Estados Unidos, USNO (<http://tycho.usno.navy.mil/simpletime.html>). De lo contrario, puede que tengamos que obtenerla de otra fuente, como la señal horaria WWV en EE.UU. o su equivalente en otras partes del mundo. También hay programas disponibles para revisar y corregir el desfase horario de nuestro ordenador. De cualquier manera, es importante que actualicemos con frecuencia la hora de nuestro sistema para que la muestre de la forma más precisa posible, ya que esa información va a acabar almacenada en la cabecera de nuestros archivos de imagen en formato FITS. Sin actualizaciones frecuentes, el reloj de un ordenador puede adelantarse o retrasarse varios segundos (o más) en un breve período de tiempo. Puede no parecer mucho, pero para medir ciertas estrellas variables de muy corto período o realizar observaciones de ocultaciones, podría haber una diferencia crítica en los resultados obtenidos y, por tanto, en su utilidad.

La otra función importante de un ordenador es el archivo de los datos. Como pronto descubriremos, no pasará mucho tiempo hasta que comencemos a acumular un enorme número de imágenes que van a consumir una gran cantidad de espacio en el equipo. *Antes de* que esto ocurra debemos decidir cómo vamos a archivarlas de una forma organizada. Todo el mundo comete errores y tarde o temprano se enfrenta a algún problema con las imágenes. No es infrecuente que los observadores encuentren algún error en la calibración de las mismas, algún cambio en la secuencia de estrellas de comparación o cualquier otra razón que requiera buscar imágenes pasadas. Por tanto, es esencial que nuestros archivos estén completos y bien organizados para que se pueda encontrar lo que se necesita con la mayor facilidad posible.

En resumen, nuestros archivos deberían tener perfectamente ordenados, al menos:

- Registros por cada noche de observación que contengan notas sobre qué está siendo observado, las condiciones atmosféricas, la fase lunar, etc.
- Las imágenes de calibración.
- Las imágenes tomadas esa noche sin procesar.
- Las imágenes ya calibradas (mediante tomas planas y oscuras).
- Los registros de la observación.
- Anotaciones aclaratorias sobre el procesamiento realizado.

Cartas

El uso de cartas adecuadas de estrellas variables es una parte importante de cualquier programa de observación y la AAVSO ha creado una herramienta en línea para hacérselo fácil al usuario. Se

puede acceder al “Variable Star Plotter” (VSP, Generador de cartas de estrellas variables) en el siguiente enlace de la página web de la AAVSO:

<http://www.aavso.org/vsp>

Algunas de las opciones que pueden ser útiles en nuestras observaciones CCD son las siguientes:

Elegir la orientación de la carta: seleccionando la opción CCD se creará una carta con el Norte en la parte superior y el Este a la izquierda, tal y como lo mostrará nuestra cámara.

¿Queremos una carta o un listado con la secuencia fotométrica de las estrellas del campo objeto de estudio? Se puede elegir entre representar una carta estelar o una tabla con las secuencias fotométricas. Se recomienda el uso de ambas. La tabla fotométrica nos será de utilidad para elegir las estrellas de comparación que podemos usar, ya que aparecen ordenadas por sus coordenadas, el color y la magnitud a partir de diferentes filtros. El campo de comentarios también es importante ya que nos informa de los aspectos a tener en cuenta para decidir el uso de una estrella de comparación.

También es importante que se obtenga una carta estelar de la parte del cielo objeto de estudio, ya que será muy útil para identificar el campo correctamente. Es conveniente inspeccionarla detenidamente y, si fuera necesario, aumentarla hasta poder ver las estrellas que están situadas muy cerca unas de otras, especialmente si están próximas a la estrella variable que se desea estudiar o a las estrellas de comparación que vamos a utilizar.

Las secuencias de las estrellas de comparación de la AAVSO han sido cuidadosamente seleccionadas y calibradas así que... ¡por favor, usémoslas! Usar secuencias que no procedan de la AAVSO no significa necesariamente que los datos no sean útiles, pero es probable que no sean del todo coincidentes con las observaciones hechas por otros y disponibles en la Base de Datos Internacional de la AAVSO (AAVSO International Database).

Muchos programas informáticos (como VPhot) ya incluyen información sobre las estrellas de comparación de la AAVSO, así que no tendremos que indicarnos manualmente, pero debemos asegurarnos de que sus datos no están anticuados. Constantemente se producen revisiones, actualizaciones y nuevas secuencias, en gran medida como resultado de las peticiones de los propios observadores.

¿Queremos añadir una imagen del DSS en la carta? Existe una opción que nos permite superponer una imagen del Digitized Sky Survey (DSS) en nuestra carta. Puede ser muy útil para la identificación del campo, ya que nos lo muestra de forma más parecida a lo que hemos obtenido a través de la cámara CCD.

¿Necesitamos una carta de campo estándar? Esta opción puede ser muy útil si se van a obtener imágenes de un campo estándar con el propósito de calcular los coeficientes de transformación. Cuando se selecciona esta opción las etiquetas de las estrellas de comparación son omitidas, excepto las de las “estrellas estándar”. Se puede ver el capítulo 6 para tener más información al respecto.

Figura 3.2. El Variable Star Plotter (VSP) de la AAVSO destacando las opciones específicas para las CCD.

Variable Star Plotter (VSP)

VARIABLE STAR PLOTTER

WHAT IS THIS?

The Variable Star Plotter (VSP) is the AAVSO's online chart plotting program that dynamically plots star charts for any location on the sky, or for any named object currently in the Variable Star Index (VSI). By creating charts this way, every chart utilizes the most current data available. Through the use of unique Chart IDs generated by the Variable Star Plotter, one user can plot a chart, and another user in different part of the world can plot an identical chart by simply using the same Chart ID. The Variable Star Plotter is the tool you should use to create any chart that you would like to use.

WHAT CAN I DO?

By entering an object name or its coordinates on the sky, the Variable Star Plotter can produce a star chart for that object or location, and tailor it to your specific observing requirements. Many different parameters are adjustable via this interface, allowing you to get the perfect chart for the job. Customizable field of view, print resolution, magnitude limit, and orientation can be set for any chart plotted, or these values can be auto-assigned by selecting from one of the legacy chart scales familiar to many of our long-time observers. The charts produced by this tool include comparison star sequences for visual magnitude estimations.

HOW CAN I GET HELP?

For detailed instructions on using VSP, consult the [Help Guide](#). We also provide a [GET method API](#) for embedding charts in your website or custom software. If you need further assistance, you can email us at avso@avso.org.

PLOT A QUICK CHART...

WHAT IS THE NAME, DESIGNATION, OR ALIUD OF THE OBJECT?
Required if no coordinates are provided below

MR UMa

CHOOSE A PREDEFINED CHART SCALE
A is larger; slower; G is smaller; faster.

G

CHOOSE A CHART ORIENTATION

Visual Reversed CCD

DO YOU WANT A CHART OR A LIST OF FIELD PHOTOMETRY?

Chart Photometry Table

PLOT CHART

ADVANCED OPTIONS

DO YOU HAVE A CHART ID?
A Chart ID will allow you to reproduce prior charts

PLOT ON COORDINATES
Required if no name is provided above

RIGHT ASCENSION
 DECLINATION

WHAT WILL THE TITLE FOR THIS CHART BE?
Displayed at the top-center of the chart

WHAT COMMENTS SHOULD BE DISPLAYED ON THE CHART?
Displayed beneath the chart star field

MISCELLANEOUS OPTIONS

7.5 FIELD OF VIEW *
20.5 MAGNITUDE LIMIT *
75 RESOLUTION *

WHAT NORTH-SOUTH ORIENTATION WOULD YOU LIKE?

North Up North Down

WHAT EAST-WEST ORIENTATION WOULD YOU LIKE?

East Right East Left

WOULD YOU LIKE TO DISPLAY A DSS IMAGE ON THE CHART?
If Yes, retrieves and displays an image from the Digitized Sky Survey

No Yes

WHAT OTHER VARIABLE STARS SHOULD BE MARKED?

None GCVS only All

WOULD YOU LIKE ALL MAGNITUDE LABELS TO HAVE LINES?
If Yes, this will force lines to be drawn from all magnitude labels to the stars

No Yes

HOW WOULD YOU LIKE THE OUTPUT?
If HTML, headers/footers and other extra information will be shown

HTML Printable

WOULD YOU LIKE A BINOCULAR CHART?
Binocular charts omit comparison star labels not useful for binocular viewing.

No Yes

WOULD YOU LIKE A STANDARD FIELD CHART?
Standard field charts omit comparison star labels not included in the standard field.

No Yes

RESET ALL **PLOT CHART**

CHOOSE A CHART ORIENTATION

Visual Reversed CCD

DO YOU WANT A CHART OR A LIST OF FIELD PHOTOMETRY?

Chart Photometry Table

WOULD YOU LIKE TO DISPLAY A DSS IMAGE ON THE CHART?
If Yes, retrieves and displays an image from the Digitized Sky Survey

No Yes

WOULD YOU LIKE A STANDARD FIELD CHART?
Standard field charts omit comparison star labels not included in the standard field.

No Yes

Capítulo 4: Adquisición y procesado de imágenes

Toma de imágenes de calibración

Una de las claves para obtener datos científicamente útiles está en calibrar las imágenes correctamente. Es importante que los datos o “imágenes astronómicas” (“science images”) representen con precisión la señal de las estrellas. Las fuentes de señal no astrofísica se deben cuantificar y eliminar allá donde sea posible para que no contaminen los datos.

Recuadro informativo 4.1 – Guía Rápida para la Toma de Imágenes de Calibración

Todas las imágenes de calibración deben efectuarse a la misma temperatura a la que hayan sido tomadas las imágenes astronómicas. Se debe dejar el refrigerador de la cámara funcionando durante media hora aproximadamente para que se estabilice antes de tomar imágenes.

Tomas Oscuras de tiempo de exposición nulo (“Bias Frames”)

- Deben efectuarse en la oscuridad con el obturador cerrado y/o con la entrada de luz del telescopio cubierta.
- El tiempo de exposición ha de ser cero segundos (o lo más corto posible).
- Tomaremos 100 imágenes y las promediaremos para crear una toma Oscura de tiempo de exposición nulo Maestra (“Master Bias”)

Tomas Oscuras (“Dark Frames”)

- Deben efectuarse en la oscuridad con el obturador cerrado y/o con la entrada de luz del telescopio cubierta.
- El tiempo de exposición debe ser el mismo (o superior) al de las imágenes astronómicas.
- Tomaremos 20 imágenes o más, restaremos a cada una la Toma Oscura de tiempo de exposición nulo Maestra (“Master Bias”) y las combinaremos todas juntas usando la mediana para crear una toma Oscura Maestra (“Master Dark”).

Tomas Planas (“Flat Frames”)

- Tomaremos imágenes de una fuente luminosa uniforme o del cielo crepuscular.
- Nos aseguraremos de que el enfoque es correcto y el mismo que el de las imágenes astronómicas.
- El tiempo de exposición debe permitir llegar a completar aproximadamente la mitad de la capacidad total del píxel.
- Tomaremos 10 imágenes o más para cada filtro, las promediaremos (o combinaremos con la mediana), les restaremos la toma Oscura Maestra (“Master Dark”) y la toma Oscura de tiempo de exposición nulo Maestra (“Master Bias”) para crear una toma Plana Maestra (“Master Flat”).

Afortunadamente, hay una forma sencilla de hacerlo mediante la toma de tipos especiales de imágenes que capturan los efectos de tipos diferentes de señal instrumental. Podremos ver que los programas de imagen fotográfica serán una gran ayuda haciendo para nosotros gran parte del trabajo. Solo es necesario asegurarse de especificar qué tipo de tomas de calibración se están tomando en cada caso para que los programas sepan qué hacer más tarde con ellas cuando vayan a ser combinadas. En la mayoría de los casos, las únicas decisiones que se deberán tomar al configurar el programa de captura de imágenes están relacionadas con los tiempos de exposición, el número de imágenes a tomar y qué filtro se ha seleccionado.

Los programas también facilitarán promediar imágenes y la aplicación de las tomas de calibración a las imágenes astronómicas. Dependiendo del programa usado, los pasos para promediar imágenes o restar una de otra pueden ser automáticos o semiautomáticos. Es importante conocer las bases de funcionamiento de los programas y qué acciones hay que elegir durante el proceso.

La idea tras las imágenes de calibración es que han de ser utilizadas para normalizar las imágenes astronómicas sin distorsionar de ningún modo la señal “buena”, haciéndolas más representativas de la luz recibida de la fuente sin ser modificada por la respuesta del sistema.

Tomas oscuras de tiempo de exposición nulo (“Bias Frames”)

En adelante, por simplicidad de lectura, nos referiremos a las tomas oscuras de tiempo de exposición nulo como “tomas bias”.

La cámara CCD y su electrónica tienen un ruido intrínseco que añade señal a cada imagen tomada, independientemente de los tiempos de exposición. Las tomas bias (“bias frames”) se usan para compensar por el ruido de lectura, las interferencias provenientes del ordenador y el ruido electrónico. También eliminan cualquier señal constante aplicada a la salida de la CCD por la electrónica de la cámara. Las tomas bias (“bias frames”) se crean tomando exposiciones de cero segundos (o del tiempo de exposición más corto posible con nuestro sistema) sin permitir que entre nada de luz dentro de la cámara. Como las tomas bias efectuadas serán promediadas para crear una toma Bias Maestra (“Master Bias”), es necesario tomar muchas para suavizar cualquier

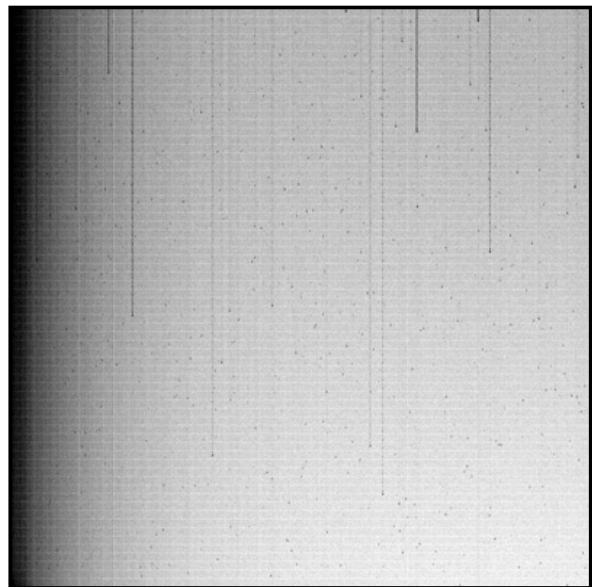


Imagen en negativo de una toma oscura de tiempo de exposición nulo (“bias frame”)

ruido aleatorio. El uso de solo un pequeño número de tomas bias ruidosas ¡puede introducir en la práctica más errores en las imágenes astronómicas que los que elimina!

Todas las tomas de calibración y astronómicas deben tomarse con la misma selección de temperatura y tan baja como sea posible para nuestra localización geográfica y época del año. Configuraremos el refrigerador de la cámara a una temperatura que pueda alcanzar usando un máximo del 80% de su capacidad de enfriamiento y lo dejaremos funcionar aproximadamente una media hora o hasta que la temperatura de la cámara se estabilice.

Una vez creada una toma Bias Maestra (“Master Bias”), deberíamos ser capaces de usarla hasta que la temperatura ambiente suba tanto que no se pueda seguir regulando la temperatura de la CCD o se produzca un cambio en la respuesta de nuestra cámara o en la electrónica de nuestro sistema.

Tomas Oscuras (“Dark Frames”)

Los movimientos térmicos de los electrones en el chip generan lentamente señales en proporción al tiempo de exposición, no por estar expuestos a la luz óptica sino porque esos electrones térmicos tienen oportunidad de apilarse en cada píxel a lo largo del transcurso del tiempo. Las tomas oscuras (“dark frames”) están diseñadas para cuantificar la “corriente oscura” (“dark current”) o ruido térmico en el chip CCD de forma que pueda ser restado de las imágenes astronómicas. Los “píxeles calientes” (“hot pixels”) generalmente pueden ser controlados con una buena regulación de temperatura y disminuyen conforme la temperatura del chip va bajando.



*Toma oscura (“dark frame”) de 10 segundos
(imagen en negativo)*

*Toma oscura (“dark frame”) de 300 segundos
(imagen en negativo)*

Para efectuar tomas oscuras (“dark frames”), hay que asegurarse de que no entra luz en la cámara y tomar imágenes del mismo tiempo de exposición, o más largo, del que sea necesario para las imágenes astronómicas. La razón por la que no deben utilizarse tomas oscuras (“dark frames”) con tiempo de exposición menor que el de las imágenes astronómicas es que si los programas han de “escalarlas” para adaptarlas a una exposición más larga, los píxeles calientes (“hot pixels”) pueden saturarse lo cual tiene un impacto negativo en el resultado final.

Al igual que con las tomas bias (“bias frames”), cuantas más imágenes se tomen mejor ya que el programa informático promediará todas las tomas oscuras (“dark frames”) una vez que la toma Bias Maestra (“Master Bias”) se reste de cada una de ellas. Es buena idea inspeccionar las tomas oscuras (“darks”) en busca de impactos de rayos cósmicos y eliminar las defectuosas antes de ser promediadas. El programa que usemos nos informará de cómo hacerlo.

Una sugerencia es efectuar todas las tomas oscuras y bias (“dark and bias frames”) en noches nubladas y guardarlas en una “librería” organizada por temperatura y tiempo de exposición. Al igual que con las tomas bias (“bias frames”), se deben tomar nuevas oscuras (“darks”) cada vez que haya cambios en el equipamiento electrónico (como usar un ordenador nuevo, diferente cableado, etc.).

Tomas Planas (“Flat Frames”)

El propósito de una toma plana (“flat frame”) es crear una imagen que, al ser aplicada a la imagen astronómica, compense los problemas en el recorrido de la luz a través del telescopio hacia el sensor CCD. Cosas como polvo en las superficies ópticas, reflejos en los deflectores (“baffles”) y ópticas alineadas incorrectamente pueden causar gradientes en la cantidad de luz que pasa a través del sistema. Con la toma de imágenes de una fuente de luz uniforme, muchos de esos gradientes se pueden grabar y cuantificar de forma que su efecto puede ser eliminado de la imagen astronómica de la misma manera que las tomas oscuras y bias (“dark and bias frames”) eliminan otros tipos de ruido.

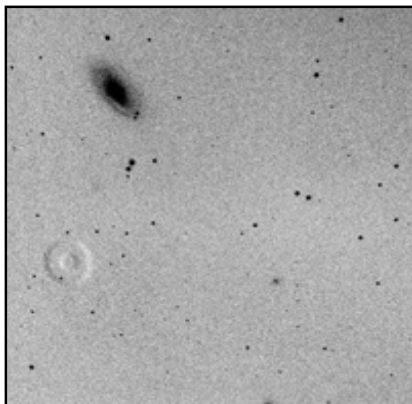
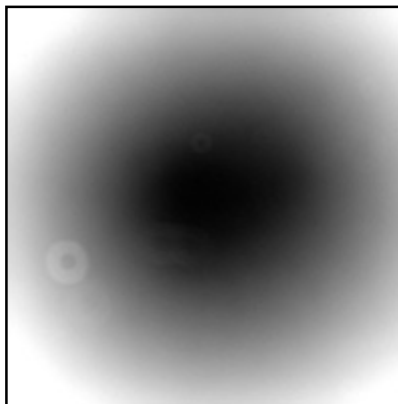


Imagen aplanada indebidamente mostrando el efecto de motas de polvo



Plana en V (“V-flat”) con polvo

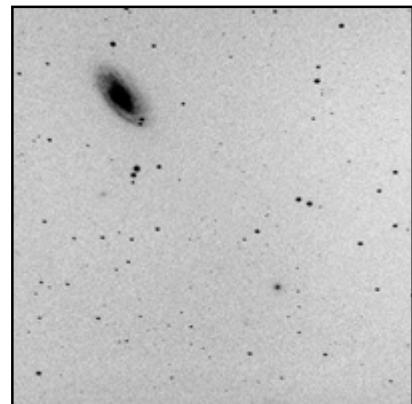


Imagen con la plana (“flat”) aplicada

La parte más complicada de la toma de planas (“flats”) viene de la mano de la “fuente uniforme de luz”. Mucha gente usa cajas de luz, comerciales o caseras, o una superficie blanca uniformemente iluminada dentro de la cúpula o adosada a la pared del observatorio. Otro procedimiento popular es usar el cielo mismo durante el crepúsculo matutino o vespertino (ver el recuadro informativo 4.2). En cada caso, es importante que la fuente sea uniforme, de otro modo las imágenes tomadas no reflejarán adecuadamente los problemas en la trayectoria de la luz ¡sino los problemas en la fuente de luz!

Recuadro informativo 4.2 – Tomando Planas Crepusculares (“Twilight Flats”)

Usar el cielo es la forma más fácil (y menos cara) de crear buenas tomas planas (“flat frames”). Sin embargo, no es infalible. Siguiendo las sugerencias a continuación, deberíamos ser capaces de evitar los obstáculos más importantes.

- Usaremos una ventana de aproximadamente 20-30 minutos, comenzando cuando el Sol está a 5°-7° bajo el horizonte en el crepúsculo vespertino o finalizando cuando el Sol está a 5°-7° bajo el horizonte en el crepúsculo matutino.
- El telescopio debe estar apuntando al cénit.
- **Debemos mover el telescopio entre tomas de manera que las estrellas no aparezcan emplazadas en el mismo sitio en ningún par de tomas.** Consideraremos situar una camiseta blanca sobre el extremo del telescopio para difundir aún más la luz de cualesquiera estrellas que aparezcan en la imagen.
- Debemos evitar tomar imágenes en la región de la Vía Láctea debido a que pueden capturarse demasiadas estrellas.
- No debemos tomar planas (“flats”) con presencia en el cielo de Luna brillante o nubes.
- Debemos elegir un tiempo de exposición para cada filtro que alcance la mitad de la capacidad del píxel pero no menos de 3 segundos ni más de 30 segundos.
- Hemos de tomar planas (“flats”) para el filtro B (si se usa) durante el período más brillante y para el resto de filtros cuando está un poco más oscuro.

Para efectuar tomas planas (“flat frames”), hay que asegurarse de que la temperatura de la cámara es estable y la misma que la temperatura usada para las tomas oscuras y bias (“dark and bias frames”). Deben estar enfocadas igual que las imágenes astronómicas, de otro modo los “donuts de polvo” (“dust donuts”) no se corresponderán con los que afecten a las imágenes astronómicas.

El tiempo de exposición variará con cada filtro a no ser que se pueda ajustar el brillo de la fuente de luz para compensar por las diferencias. El objetivo es exponer la CCD hasta alcanzar la mitad de la capacidad del píxel (esto está explicado en la sección sobre equipamiento, página 16).

Hay que tomar por lo menos 10 imágenes por cada filtro. Si la fuente de luz es el cielo crepuscular, se debe seleccionar la opción del programa de combinar las planas (“flats”) mediante la mediana (“median combine”) para cada filtro a fin de eliminar todas las estrellas que puedan haber aparecido en la imagen. En caso de no haber estrellas, solo hará falta promediar las planas (“flats”). Debe crearse una Plana Maestra (“Master Flat”) para cada filtro cuando se resta la oscura (“dark”). Debe usarse la oscura maestra (“Master Dark”) con un tiempo de exposición que sea igual o mayor que el de la plana (“flat”).

El conjunto de Planas Maestras (“Master Flats”) recién creadas pueden utilizarse para más de una sesión de observación pero es una buena práctica efectuarlas de nuevo al menos cada mes. ¡El polvo se mete en cualquier parte sin importar el esfuerzo empleado en mantenerlo fuera! Si algo cambia en nuestro tren óptico (como por ejemplo añadir un reductor de focal, reemplazar un filtro o quitar o rotar la cámara, debemos crear nuevas Planas Maestras (“Master Flats”).

Adquisición de imágenes astronómicas

Ahora que tenemos un conjunto de tomas de calibración para trabajar con ellas, es hora de comenzar a tomar imágenes de estrellas variables reales. Hay varios factores a considerar conforme se crean esas imágenes.

Ajuste de temperatura

La temperatura de la cámara debe ser ajustada a lo más fría posible para reducir la corriente oscura (“dark current”). Si se usa una cámara refrigerada termoeléctricamente, ajustaremos la temperatura a la más fría que se pueda alcanzar usando un nivel de potencia no superior al 80% aproximadamente (para que aún haya una pequeña reserva de potencia para enfriar si fuera necesaria). Daremos a la cámara unos 30 minutos para estabilizarse antes de comenzar a tomar imágenes. Como se mencionó anteriormente, las imágenes de calibración deben realizarse usando el mismo ajuste de temperatura que las imágenes astronómicas.

En verano, si se ha de operar con la cámara más caliente, deben elegirse objetos que necesiten tiempos de exposición más cortos para reducir la corriente oscura (“dark current”).

Uso de filtros

Con el fin de producir datos que los usuarios puedan entender con facilidad (¡que es el objetivo de esta guía!), se deben usar siempre filtros fotométricos salvo en casos excepcionales en que los requisitos científicos requieran observaciones sin filtros. Los datos sin filtros o tomados con filtros no estándares tienen una utilidad limitada ya que el color de la estrella y la respuesta del sistema a

ese color probablemente diferirán mucho de un observador a otro. Tales datos pueden ser utilizados para la sincronización de eventos como los mínimos de una binaria eclipsante pero no describirán la realidad con precisión de un modo que otros puedan repetir. Es mucho mejor recoger los datos usando uno o más filtros fotométricos estándares. Ver más sobre este tema en la sección sobre filtros en Equipamiento (capítulo 3, página 23).

Elección de los tiempos de exposición

El tiempo de exposición que seleccionemos para cada imagen depende de una cantidad de factores que incluye el brillo de la variable en ese momento, qué filtro se está usando, la calidad del mecanismo de seguimiento del telescopio y si se está o no utilizando guiado. Generalmente, se debe usar el mayor tiempo de exposición apropiado para el brillo total y la escala de tiempo de la variación que se desea medir. El aspecto más crítico de la elección de un tiempo de exposición apropiado para un filtro dado está en no “saturar” la imagen de la variable ni cualesquiera de las estrellas de comparación. Hacerlo dará una lectura falsa del brillo de la estrella que se traducirá en datos sin valor.

Para evitar este problema, es importante comenzar por conocer el punto de saturación de la cámara medido en cuentas (“analog to digital units” o “ADU’s”) (ver la sección sobre determinación de la linealidad, página 18). Una vez conocido cuál es el límite superior, deben tomarse algunas imágenes de “prácticas” de estrellas con brillo conocido usando diferentes tiempos de exposición. Estudiando las imágenes y usando las herramientas del programa para medir el número de cuentas (“ADU’s”) en la imagen de la estrella, seremos capaces de determinar el punto en el cual la estrella se satura. A partir de esta información, se puede establecer el tiempo de exposición “seguro” mínimo y máximo para cada magnitud estelar. A continuación, se pueden salvar los resultados para futura referencia en una tabla con entradas de tiempo de exposición en relación a la magnitud estelar para cada filtro. Esto nos ahorrará un montón de tiempo y posible frustración en el futuro.

¡Debemos tener en cuenta que una imagen estelar se puede saturar mucho antes de derramarse (“bloom”), es decir, de ver picos verticales saliendo de ella!

A continuación se enumeran otros consejos útiles relacionados con la elección de los tiempos de exposición:

- Si no estamos seguros de qué tiempo de exposición usar para un nuevo objeto, es preferible usar un tiempo de exposición menor.
- Los tiempos de exposición muy largos es mejor fraccionarlos entre varias exposiciones más cortas. Cuanto más larga es la exposición, mayor es la posibilidad de que la imagen pueda quedar inservible por anomalías en el seguimiento, el paso de un satélite, impactos de

- rayos cósmicos, el paso de nubes, etc. Las imágenes más cortas pueden ser apiladas para mejorar la relación señal/ruido (“Signal-to-noise ratio” o “SNR”).
- Nunca deben tomarse exposiciones de menos de 3 segundos y preferiblemente nunca menores de 10 segundos, especialmente si la cámara tiene un obturador de palas (“bladed shutter”). Cualquier exposición más corta causará que la apertura y el cierre del obturador afecten a los datos fotométricos.
 - Nótese que filtros diferentes casi siempre requieren diferentes tiempos de exposición, no solo a causa del rendimiento del filtro y la respuesta de la CCD sino porque la estrella puede emitir mucha menos luz en una banda que en otra. Esto es especialmente cierto para los filtros azules, particularmente cuando se observan estrellas rojas.

Decidir cuántas imágenes tomar

El primer paso en la decisión de cuantas imágenes tomar de cada estrella objetivo en nuestro programa es determinar lo que es apropiado para esa particular estrella o clase de estrellas. Por ejemplo, si vamos a tomar imágenes de una estrella de tipo Mira que tiene un período del orden de muchos meses o un año, entonces no tiene sentido para esa estrella enviar más de una observación por semana aproximadamente. En este caso, se deben crear al menos tres imágenes con cada filtro, procesarlas por separado, promediar las magnitudes resultantes (en realidad, los flujos deberían ser promediados antes de convertirlos a una magnitud si bien, en la mayoría de los casos, la diferencia es insignificante) y, finalmente, se enviará solo una observación promediada de cada filtro como grupo a la AAVSO.

Las sesiones de observación de “series temporales” (“Time series”) en las cuales se toman cientos de imágenes de una estrella en el transcurso de una noche deben reservarse para estrellas a las que les pasa algo en sentido astrofísico en esa corta escala temporal.

Más información sobre este tema se cubre en la sección de esta guía sobre “Fotometría y Ciencia” (ver página 68). El punto al que llegamos aquí es que para obtener buena ciencia, es importante una apropiada cadencia de observaciones y esto es algo que debe ser tenido en cuenta cuidadosamente cuando se planifica una sesión de observación. Un exceso de observaciones de algunos tipos de estrellas en un tiempo demasiado corto puede distorsionar una curva de luz y desperdiciar nuestro tiempo. Muy pocas observaciones de otras estrellas pueden motivar que nuestros datos tengan menos valor.

Encontrar el campo

Debido a que el campo que fotografía una CCD es habitualmente pequeño, podemos tener problemas para localizar el campo de la variable de la que queremos tomar imágenes. Citamos a continuación algunas sugerencias y consejos:

- Conocer el campo de visión de nuestro sistema. Se proporcionan sugerencias sobre cómo averiguarlo en la sección Equipamiento de este manual (página 21).
- Asegurarse de que el telescopio está bien alineado antes de comenzar. Ir primero a una estrella notoriamente brillante, situarla en el centro del campo de visión y resincronizar la alineación. Es una buena idea usar un filtro V o B cuando se realiza esta tarea para reducir la posibilidad de obtener una “imagen fantasma” (“ghost image”) de la estrella brillante en la siguiente exposición.
- Imprimir cartas gráficas de estrellas variables (“Variable Star Plotter charts” o “VSP charts”) de diferentes escalas y usarlas como ayuda para identificar asterismos y verificar que se está apuntando a la estrella que pensamos que apuntamos. Podemos usar la opción de superponer (“overlay”) la imagen del DSS sobre la de VSP. ¡Tomémonos nuestro tiempo y hagamos las cosas bien!
- Usar programas planetarios (como Guide, The Sky, etc.) que se pueden personalizar para coincidir con nuestra imagen en tamaño y magnitud límite. Se puede superponer una toma sobre el mapa estelar para mostrar el campo de visión de la cámara.
- Usar programas para controlar el apuntamiento del telescopio si son más precisos que el uso de los controles de desplazamiento (“GoTo”). Esto puede incluir un telescopio guía o cámara con sus propios programas si se han instalado en nuestro sistema.
- Intentar colocar la estrella objetivo en el centro del campo de visión y asegurarse de que las estrellas de comparación están también en la misma toma.

Casos especiales y otras incidencias

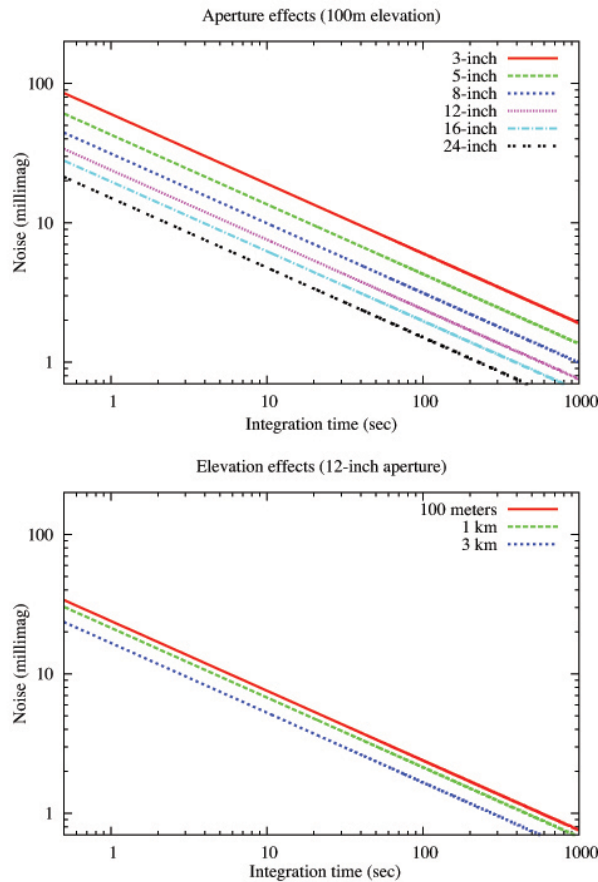
Estrellas brillantes

Las estrellas brillantes suponen un problema especial para los fotometristas. Para evitar la saturación de la imagen estelar, debemos usar un tiempo de exposición corto. Sin embargo, además de posibles incidencias causadas por la apertura y cierre del obturador, las imágenes con exposiciones muy cortas pueden sufrir más el efecto del centelleo que otras con exposiciones más largas donde el “parpadeo” (“twinkling”) es promediado durante un período largo de tiempo. Para evitar estos problemas, es recomendable no tomar nunca exposiciones de menos de 10 segundos de duración. Cuando se alcanza el punto donde no se puede tomar una exposición suficientemente corta como para evitar la saturación, se pueden probar algunas de las siguientes técnicas:

- Usar una máscara de apertura al final del telescopio para reducir la cantidad de luz incidente que llega a la cámara (¡Nótese que es necesario retomar planas (“flats”) si se hace!)
- Probar el uso de un filtro fotométrico azul (B) en lugar de un filtro visual (V). No solo el filtro por sí mismo reduce la cantidad de luz que alcanza la cámara sino que las CCDs son menos sensibles a la banda B que a las bandas V, R o Ic.
- Desenfocar ligeramente la imagen. Esto difunde la luz sobre varios píxeles permitiendo de esta manera incrementar el tiempo de exposición antes de que se produzca la saturación.

En cualquier caso, cuando haya que utilizar tiempos de exposición muy cortos para evitar la saturación, se debe considerar tomar múltiples imágenes y combinarlas en una única medida si la estrella varía de forma suficientemente lenta. Esto ayudará a reducir el impacto del centelleo.

Recuadro de control 4.3 – Centelleo



El centelleo se produce por la refracción de la luz estelar que causan células turbulentas individuales en la atmósfera. Las estrellas centellean en lapsos de tiempo tanto cortos como largos pero la amplitud de los cambios en tiempos cortos son mayores. El centelleo ha sido medido experimentalmente (ver Young 1967) y los efectos del ruido en una señal pueden ser aproximados como una función de la abertura del telescopio, la masa de aire y la altitud de la localización geográfica del telescopio. Este gráfico muestra los efectos de la abertura (arriba) y la altitud de la localización (abajo) en el ruido por centelleo como una función del tiempo de exposición usando la ecuación de Young (asumiendo $S_0 = 0,09$ y masa de aire = 1,5). Aberturas mayores sirven para promediar sobre células turbulentas más pequeñas, con lo que los efectos del ruido en telescopios de gran abertura se reducen en gran medida. El sitio web de Radu Corlan contiene tablas útiles de los efectos del centelleo, disponibles en: <http://astro.corlan.net/gcx/scint.txt>.

Campos abarrotados (“Crowded fields”)

Los observadores inexpertos deben evitar fotografiar campos en los que las estrellas estén muy juntas. La razón está en que es muy difícil efectuar fotometría precisa cuando las estrellas se tocan o se solapan. Los datos que contengan medidas combinadas de dos estrellas son, por regla general, muy poco útiles. Para separar las dos estrellas, debemos utilizar técnicas matemáticas como el ajuste a la función de dispersión puntual (“point-spread function” o “PSF”), lo cual está más allá de la cobertura de esta guía.

La única excepción a esta regla se produce cuando la estrella cercana tiene un 1% o menos de las cuentas de la estrella objetivo en todo el rango de la variable. En este caso, sería correcto usar las magnitudes combinadas de la estrella variable y la cercana. Sin embargo, en campos abarrotados, raramente es éste el caso. Peor aún, las variables con grandes rangos (como las miras) pueden ser mucho más brillantes que la estrella cercana en el máximo pero más débiles en el mínimo. Este caso, a menudo, conduce a confusión entre las dos por parte de los observadores y los archivos de la AAVSO tienen como resultado una serie de curvas de luz de mínimo plano (“flat-bottomed”).

Cerca del horizonte

Las observaciones efectuadas a baja altura sobre el horizonte también deben evitarse. Los objetos deben observarse solamente cuando la masa de aire sea menor de 2,5 (o su altitud $> \sim 23^\circ$). Cuando la luz de una estrella tiene que atravesar una sección transversal más gruesa de la atmósfera de la Tierra, su brillo disminuye. Esto se conoce como atenuación o extinción atmosférica. Es posible aplicar correcciones a los datos para compensarla, pero resulta complicado ya que la tasa de atenuación cambia rápidamente a medida que nos acercamos al horizonte. El efecto varía también en función del color de las estrellas que se están midiendo. En algún punto, deberemos aplicar diferentes cantidades de extinción a cada estrella incluso en el mismo campo de visión. El “seeing” también empeora conforme nos acercamos al horizonte.

El espesor de la atmósfera se cuantifica en términos de masa de aire (“airmass”). La masa de aire se define como la longitud de la trayectoria que toma la luz a su paso a través de la atmósfera en relación con la longitud de la trayectoria más corta posible (directamente desde arriba). Por tanto, la masa de aire para un objeto directamente sobre nuestras cabezas es 1 y la masa de aire para algo en el horizonte es muy grande.

Cuando enviemos nuestros datos a la AAVSO, es deseable incluir la masa de aire para cada observación. Si nuestro programa de fotometría no la calcula o no nos es posible obtenerla mediante nuestro programa planetario, podemos estimar el ángulo cenital de nuestro objeto y calcularlo nosotros mismos (ver Recuadro informativo 4.4).

Estudio de la imagen

Antes de comenzar a medir nuestras imágenes, es importante ejecutar por lo menos una ronda de control de calidad inspeccionándolas visualmente. Al hacer esto, podremos darnos cuenta de potenciales problemas con nuestro sistema o nuestros procedimientos así como de condiciones fuera de nuestro control que pueden afectar al resultado final. En algunos casos, aún se podrán usar las imágenes pero en otros no. De todas maneras, nos ahorrará un montón de problemas posteriormente cuando intentemos averiguar por qué una observación es tan diferente del resto.

Recuadro informativo 4.4 – Estimación de la masa de aire

La masa de aire (X) puede aproximarse usando esta fórmula:

$$X = 1/\cos(\theta)$$

Donde θ es el ángulo cenital o el ángulo del objeto que se está fotografiando medido directamente sobre nuestras cabezas (Ángulo cenital = 0° directamente sobre nuestras cabezas y 90° sobre el horizonte).

Altitud (ángulo sobre el horizonte)	Ángulo cenital (ángulo sobre nuestras cabezas)	Masa de aire
90°	0°	1,00
60°	30°	1,15
30°	60°	2,00
23°	67°	2,56
20°	70°	2,92
10°	80°	5,76

Las siguientes páginas contienen una lista de los problemas comunes con las imágenes y la forma en que se manifiestan. Se pueden encontrar ejemplos de imágenes con estos problemas en las páginas 41–44.

Saturación

Las estrellas demasiado brillantes para el tiempo de exposición sufren frecuentemente de derrame (“blooming”). Es importante notar, sin embargo, que la imagen de una estrella puede estar saturada bastante antes de ver ningún derrame (“blooming”). Para ver si una estrella se ha saturado, verificaremos su número de cuentas (“ADU”) en el punto más brillante del centro de la estrella. Puede ser una buena idea hacerlo para la estrella objetivo al igual que para la estrella de verificación y todas las estrellas de comparación que planifiquemos usar. Si el número de cuentas (“ADU”) para cualquiera de ellas se acerca o excede la capacidad del píxel (“full-well depth”) de la cámara, entonces la estrella está saturada y no debe ser incluida en ninguna medida. Es perfectamente correcto usar otras estrellas no saturadas en el campo siempre y cuando no se vean afectadas por picos de derrame (“blooming spikes”) de cualquier estrella saturada.

Problemas con los filtros

La rueda portafiltros dentro de la cámara CCD es una pieza bastante delicada del equipo. A veces la rueda portafiltros puede quedarse “pegada”, causando bien que no ruede en absoluto o que rote solo la mitad del recorrido en su posición. Un filtro atascado en una posición parcial de su recorrido a menudo oscurece las estrellas en parte de la imagen. Si la rueda portafiltros no ruede en absoluto, podemos pensar que estamos tomando imágenes en un cierto color cuando en realidad no es así. Esto puede ser más difícil de detectar hasta después de efectuada la fotometría y ver como las magnitudes de las estrellas medidas se comparan con las magnitudes derivadas de otro filtro de color. Si algo carece de sentido, ¡volvamos atrás y comprobémoslo!

Luz dispersada

Los reflejos originados en el interior del tubo del telescopio u otros elementos ópticos pueden causar áreas brillantes, anillos o imágenes estelares dobles que pueden afectar a los resultados. Esto es particularmente evidente cuando la Luna está alta o hay estrellas brillantes o planetas cerca del campo que se está fotografiando.

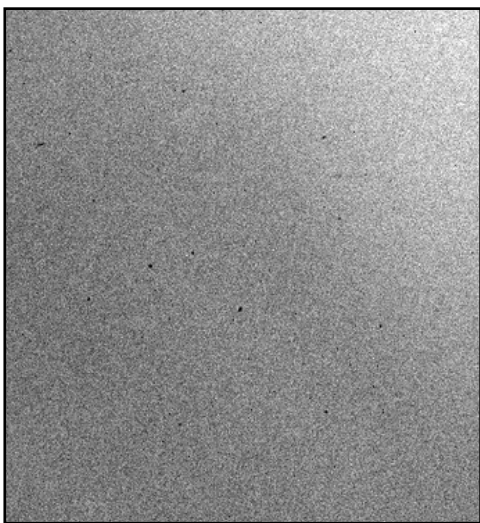


Imagen en negativo mostrando el efecto de la luz dispersada por la Luna en la esquina superior derecha

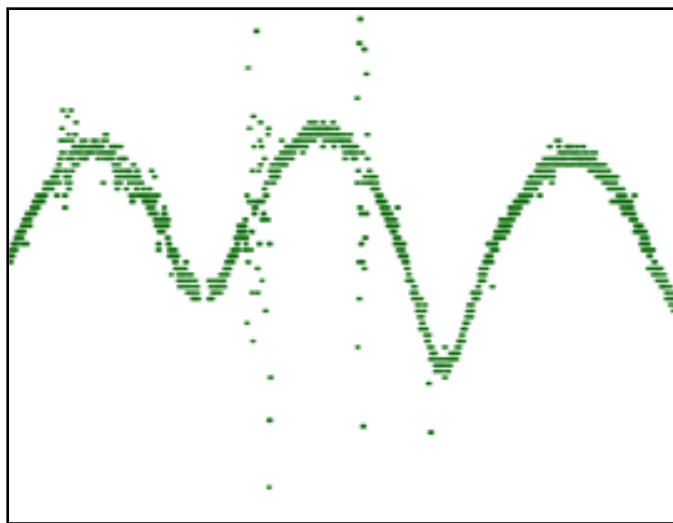
Problemas atmosféricos

Cuando estamos configurando nuestro equipo para una noche de observación, ¡debemos dedicar unos momentos a estudiar el cielo! Anotaremos lo que veamos —especialmente si hay nubes alrededor— y tomaremos notas sobre las condiciones de “seeing” y transparencia. Como es difícil ver nubes finas en un cielo muy oscuro, deberemos considerar anotar lo que vemos durante el crepúsculo o el amanecer.

No siempre es fácil detectar el efecto de nubes finas en las imágenes, pero al estudiar posteriormente los resultados de nuestra fotometría, si sospechamos que algo ha podido ir mal, nuestras notas pueden llegar a ser muy prácticas. En casos excepcionales, una capa nubosa delgada y uniforme puede afectar en la misma medida a la estrella objetivo y a las de comparación que se estén usando y, debido a la forma en que funciona la fotometría diferencial, el efecto se verá cancelado. Sin embargo, raramente se da este caso así que debemos tomar con un alto grado de escepticismo las medidas obtenidas en condiciones meteorológicas cuestionables.



Nubes en imagen en negativo



*Curva de luz de VW Cep
mostrando el efecto de las nubes*

Rayos cósmicos

No es inusual ver el efecto de impactos de rayos cósmicos en las imágenes, especialmente si se observa desde una localidad de mayor altitud. Los impactos se manifiestan en las imágenes como pequeñas vetas, rizos o pequeñas y afiladas (1-3 píxeles) manchas brillantes. Se producen al azar y generalmente no representan un problema. Sin embargo, si alguno llega a aterrizar en el círculo de apertura o de señal (“signal circle”) o en el anillo de fondo de cielo (“sky annulus”) de una estrella que se esté midiendo, el efecto podría ser notable.

Aviones/satélites/meteoros

Al igual que los rayos cósmicos, las trazas de aviones, meteoros y satélites que pasan a través de la imagen no son un problema mientras no estén demasiado cerca de una estrella que se esté midiendo. Si tenemos suficiente mala suerte de que esto suceda, debemos elegir otras estrellas de comparación o dejar de usar por completo esa imagen.

Fantasmas (imágenes residuales de memoria, “residual bulk images” o RBIs)

Debido a la forma en que funciona el chip de la cámara CCD, si en la imagen hay algún objeto brillante, es posible obtener un “fantasma” (“ghost”) del mismo objeto en la siguiente imagen tomada. Podemos afirmar que es un fantasma si tiene la apariencia de una mancha borrosa y se desvanece gradualmente con cada imagen subsiguiente. Generalmente, estos artefactos no significan un problema a menos que interfieran con una estrella que estemos tratando de medir o nos confundan en la identificación del campo. Son más frecuentes con imágenes tomadas usando un filtro rojo (es decir, de banda Rc o Ic). Para evitarlos, podemos tratar de dejar subir la temperatura de la CCD unos minutos para “sangrar” la imagen. Al volver a refrigerar la cámara de nuevo, deberían haber desaparecido. Otra opción posible es mantener cualesquiera objetos brillantes cerca del límite del campo de visión de forma que sea improbable que los fantasmas afecten en nada.

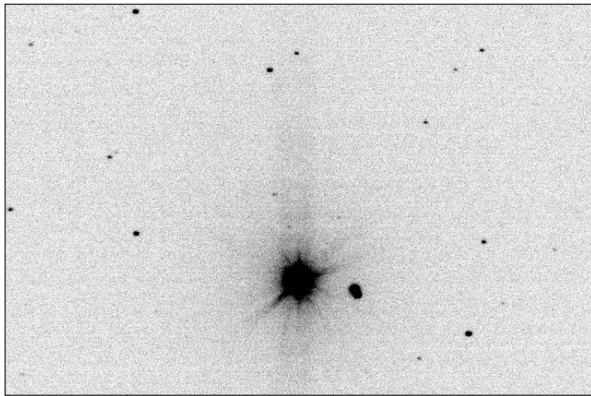


Imagen en negativo mostrando la estrella brillante DY Eri

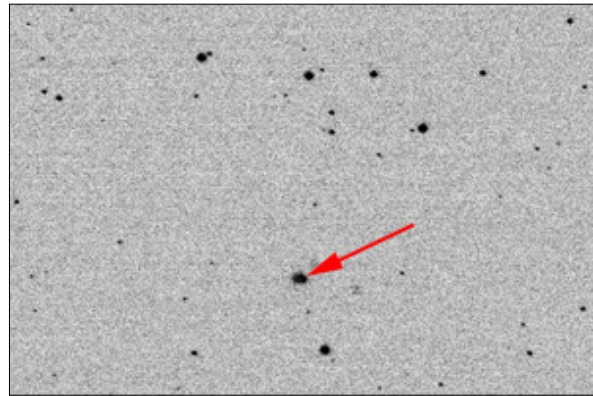
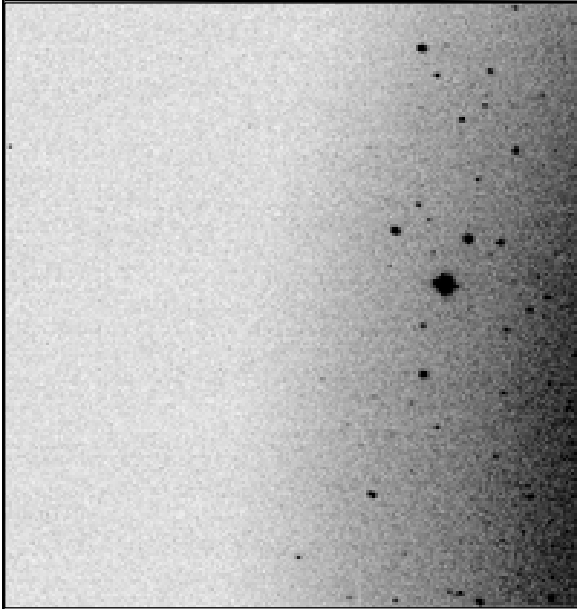
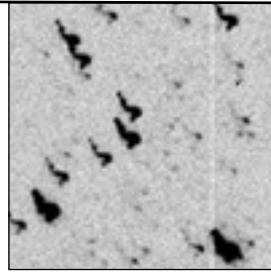


Imagen tomada a continuación mostrando un “fantasma” (“ghost”) de DY Eri en un campo diferente

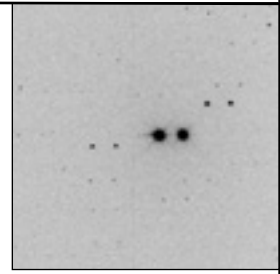
Más problemas potenciales de la imagen:



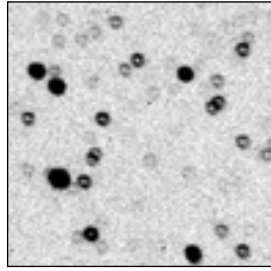
filtro atascado parcialmente en su recorrido



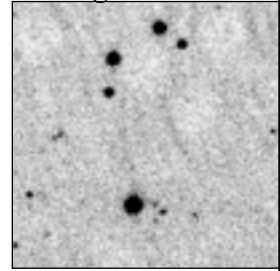
movida



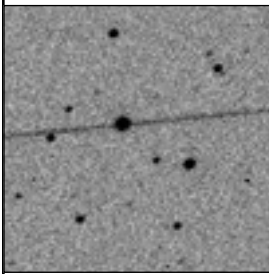
problema de seguimiento



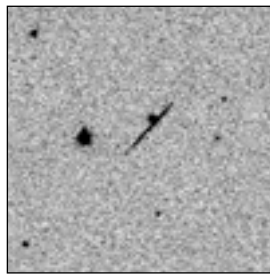
foco



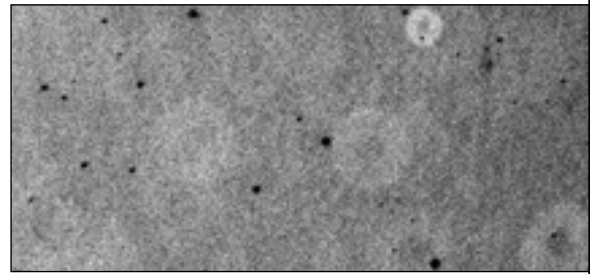
cristales de hielo



satélite



partícula cósmica



problema con la plana ("flat")

Capítulo 5: Fotometría: midiendo imágenes

Ahora que tenemos un conjunto de imágenes CCD cuidadosamente calibradas, es el momento de medir el brillo de las estrellas que hemos capturado. Este es el proceso conocido como *fotometría*. Al igual que con la adquisición de imágenes y la calibración, hay disponibles programas que se encargarán de hacer la parte complicada del trabajo, pero es importante que los entendamos y los usemos de forma adecuada o los resultados pueden no ser útiles científicamente.

Puesto que hay variedad de programas disponibles, incluyendo el propio programa de fotometría de la AAVSO (VPhot), esta guía no intentará ahondar en especificidades de cómo usar un programa en concreto. Por el contrario, se centrará en conceptos y técnicas comunes a todos ellos, lo que nos ayudará a producir buenos datos.

¿Qué es la fotometría diferencial?

Hay dos tipos de fotometría que se utilizan normalmente en astronomía:

- fotometría diferencial: en la que la magnitud que se obtiene para la estrella variable se compara con la magnitud que se obtiene en ese mismo instante de otras estrellas con brillo conocido y situadas en un campo cercano, con lo que puede determinarse para esa variable una “magnitud normalizada”.
- fotometría absoluta (“*all-sky*”): un procedimiento más complicado, en donde las magnitudes de las estrellas se obtienen directamente utilizando los resultados de la calibración de nuestro sistema cada noche y las condiciones atmosféricas en ese momento, usando para ello un conjunto de estrellas fuera del campo de visión.

Esta guía solo cubrirá la fotometría diferencial porque es mucho más fácil y produce excelentes resultados. Es mucho más tolerante cuando las condiciones de observación no son las ideales. Por ejemplo, si una nube delgada atraviesa nuestra área de visión mientras estamos obteniendo imágenes, lo más probable es que afecte a la magnitud de las estrellas de comparación tanto como a la estrella objetivo. La diferencia de magnitud entre ellas será por tanto casi la misma y los resultados no se verán afectados.

Estos son los pasos a seguir para la realización de fotometría diferencial en nuestras imágenes:

1. Verificar las imágenes
2. Identificar las estrellas
3. Ajustar la apertura
4. Seleccionar las estrellas de verificación y comparación
5. Medir las magnitudes
6. Determinar la incertidumbre.

1. Verificar las imágenes

A pesar de que hayamos podido haber hecho esto antes, puede ahorrarnos un montón de tiempo y frustraciones una inspección visual de cada imagen. Buscaremos nubes, rastros de aviones o satélites o impactos de rayos cósmicos que podrían contaminar cualquiera de las estrellas (tanto las de verificación como las de comparación) que deseamos medir. Si hemos tomado una secuencia de imágenes del mismo campo, podremos examinar todas en busca de cambios en el transcurso del tiempo.

Volveremos a verificar todas las estrellas que vamos a medir para estar seguros de que ninguna de ellas está saturada. Hay que recordar esto, porque aunque no observemos derrame (“blooming”) en una estrella de nuestra imagen no significa que no pueda estar saturada. Una forma de ver si la imagen de una estrella está saturada o no es examinar la gráfica de la función de dispersión puntual (“point spread function” o PSF) del perfil de brillo de la estrella (ver recuadro 5.1). Si la parte superior de la curva aparece plana, lo más probable es que la estrella haya saturado el sensor y no habrá manera de calcular la magnitud correcta de ésta. Si todavía no hemos determinado la linealidad de la cámara, podría ser una buena idea hacerlo ahora (ver capítulo 3, página 18). Con la práctica, podremos tener una idea del tiempo de exposición a usar en nuestras imágenes, en base a la magnitud de las estrellas y el filtro que estemos utilizando.

En la página 44 se muestran ejemplos de algunos de los problemas que podremos encontrarnos cuando inspeccionemos nuestras imágenes.

2. Identificar las estrellas

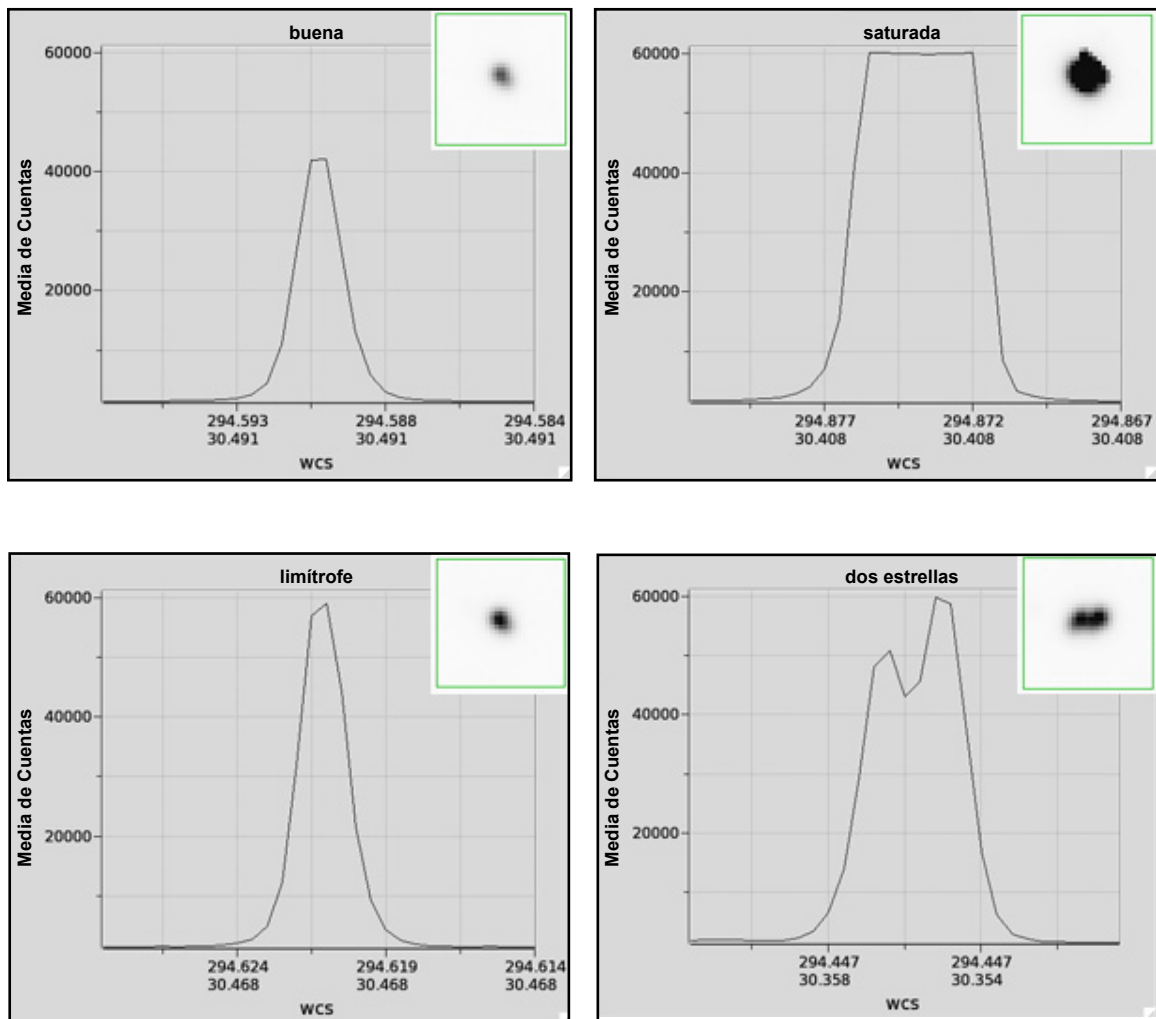
Estudiaremos cuidadosamente las imágenes, especialmente en campos muy poblados o en casos en los que la estrella que quisiéramos medir fuera muy débil. No es infrecuente confundir la estrella variable que se quiere medir con una compañera muy próxima o con una estrella cercana, especialmente cuando la compañera es más brillante. Cuando estemos fotografiando un campo que sea nuevo, siempre debiéramos consultar un mapa de gran escala (ampliado), con lo que podremos estar seguros de que no hay sorpresas ocultas y de que observamos y analizamos la estrella correcta.

Dependiendo del programa que utilicemos, la identificación de la estrella puede hacerse o bien automáticamente o bien tendremos que hacerla nosotros mismos usando nuestros mapas. En cualquiera de los casos, es importante que comprobemos que estamos seguros que la variable y las estrellas de comparación están correctamente identificadas. ¡Los programas de astrometría son buenos pero no perfectos! Pueden confundirse por defectos en las imágenes o con estrellas compañeras muy próximas.

Recuadro Informativo 5.1 – Gráfica de PSF

Nuestro programa de fotometría debería proporcionarnos una forma de generar una gráfica de la función de dispersión puntual (PSF) de una estrella seleccionada de nuestra imagen. Generalmente será un gráfico en dos (o tres) dimensiones de la cuenta ADU por cada píxel frente a una sección transversal o corte radial a través de la estrella, como se ve en la imagen.

Un gráfico de este tipo puede sernos muy útil para determinar si una estrella está saturada en nuestra imagen o si por el contrario está mezclada con otra estrella. Más abajo hay algunos gráficos PSF (creados usando DS9) junto con un primer plano de la estrella que se está midiendo en la imagen.



Si nuestro programa no importa la información de la secuencia de estrellas de comparación de la AAVSO, tendremos que hacerlo por nosotros mismos. La mejor forma de obtener la información que necesitamos es crear un mapa y obtener la Tabla de Fotometría (“Photometry Table”) usando el Variable Star Plotter (VSP) de la AAVSO. Utilizando el mapa, podremos identificar las estrellas de comparación y escribir en los sitios adecuados las magnitudes publicadas para cada filtro de color. También puede sernos útil usar una imagen del DSS junto con nuestro mapa.

3. Ajustar la apertura

Estrictamente hablando, fotometría es simplemente la medida de la cantidad de energía lumínica recibida por unidad de tiempo. En esta guía nos ocuparemos solo del método conocido como apertura fotométrica, llamado así porque se mide la intensidad de luz en pequeños círculos o aperturas, centrados en estrellas individuales de nuestra imagen.

Otras dos maneras en las que se puede hacer fotometría incluyen el ajuste de función de dispersión puntual (“point spread function fitting”) y la sustracción de imágenes (“image subtraction”). Estas técnicas son útiles para hacer mediciones en campos muy poblados, pero dado que ambas son muy complicadas y raramente incluidas en programas comerciales para CCD, no las contemplaremos aquí.

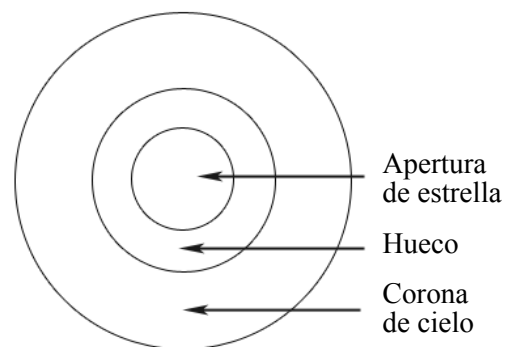
La apertura está formada por tres partes, tal y como se ve en el diagrama:

Apertura de estrella (o apertura de medición):

éste es el círculo más interno, que rodea la estrella que estamos midiendo.

Hueco: es simplemente un espacio entre el círculo de señal y la corona de cielo.

Corona de cielo: es el círculo más externo que se utiliza para obtener información sobre el fondo de cielo.



Es probable que el programa informático que utilicemos cree automáticamente estos círculos en el momento de cargar nuestra imagen. De cualquier modo, debemos tener control sobre el tamaño de cada uno de estos anillos y puede que necesitemos realizar pequeños ajustes para adaptarlos a nuestra imagen o evitar problemas. Una regla importante a recordar es que *debemos usar el mismo juego de tamaños de anillos para cada una de las estrellas de la misma imagen.*

Otras sugerencias y directrices en relación al tamaño de los anillos de apertura:

- El diámetro de la apertura de estrella debería ser 3 ó 4 veces el FWHM promedio aproximado de todas las estrellas que se desean medir. El programa deberá proporcionar un mecanismo para determinar el FWHM. (FWHM, o anchura a media altura (“full width at half maximum”) se definió en el capítulo 3, página 19.)
- Hay que asegurarse de que aparentemente las estrellas más brillantes que se ha planificado medir entran completamente en el interior del anillo correspondiente a la apertura de estrella. Si la apertura es demasiado pequeña no se podrá medir completamente la estrella. Si la apertura es demasiado grande, se estará aumentando la posibilidad de incluir dentro de ella otras estrellas débiles.
- El diámetro del anillo interior del círculo de la corona de cielo debe ser unas 5 veces el valor medio de FWHM (o unos 10 píxeles de ancho).
- Si es necesario, se ajustará el anillo exterior de la corona de cielo. Una corona de cielo más grande proporciona mejor relación señal/ruido (SNR), pero en lo posible, es bueno evitar el campo de estrellas.
- Si no hay manera de evitar la “contaminación” del campo de estrellas en la corona de cielo, ¡no nos asustemos! Es probable que el programa sea capaz de eliminar automáticamente esta contribución; consultemos el manual de nuestro programa para ver si es posible y cómo se hace.

4. Seleccionar las estrellas de verificación y comparación

Este es un paso muy importante ya que podremos obtener diferentes resultados dependiendo de las estrellas de comparación que utilicemos. En general, cuantas más estrellas de comparación usemos, mejor, ya que cualquier error o ligera variabilidad será promediada. Sin embargo, es importante que inspeccionemos las estrellas de comparación que hemos planificado usar y las seleccionemos con cuidado, para estar seguros de que hemos eliminado aquellas que podrían proporcionar resultados erróneos.

Si es posible, por favor, utilicemos secuencias de estrellas de comparación de la AAVSO. Muchos programas permitirán cargarlas automáticamente. Si no, podremos encontrar las estrellas de comparación recomendadas para cada campo usando la herramienta de generación de cartas (VSP) de la AAVSO y solicitando la salida en forma de tabla de fotometría (“photometry table”). La tabla nos proporcionará, por filas, la posición de cada una de las estrellas de comparación, con su magnitud y el error de magnitud en cada paso de banda.

Las secuencias de la AAVSO han sido diseñadas cuidadosamente para utilizar estrellas cuyas magnitudes han sido determinadas con mucha precisión, se sabe que no varían, no tienen compañeras

muy cercanas y son de un color similar al de la variable. La otra ventaja es que usando un conjunto de estrellas de comparación estándar, nuestros resultados podrán compararse más favorablemente con otros observadores de la AAVSO cuando nuestros datos se combinen en la Base de Datos Internacional de la AAVSO. Los investigadores que usen nuestros datos lo agradecerán.

Algunas directrices a seguir cuando estemos eligiendo qué estrellas de comparación utilizar:

- Intentar seleccionar estrellas de comparación cercanas al objetivo y no cercanas a los bordes de la imagen, donde podrían estar distorsionadas.
- Las estrellas de comparación deben ser de similar color entre ellas, pero no necesariamente a la estrella objetivo.
- No usar estrellas rojas (muchas de las cuales son de por sí variables) o estrellas muy azules. Una buena regla de oro es seleccionar una secuencia de estrellas que tengan colores (B-V) comprendidos entre +0,3 y +1,0, siendo un buen valor medio de (B-V) un +0,7. Pero se debe tener en cuenta que se está limitado a las estrellas que aparezcan en el campo y puede que no se tengan muchas opciones.
- Escoger las estrellas de comparación que sean de magnitud similar a la estrella objetivo.
- Se debe estar seguro de que ninguna de las estrellas que se seleccionan tienen compañeras.
- Elegir estrellas de comparación con una relación señal/ruido (SNR) de al menos 100.
- Elegir estrellas con errores de magnitud similares, preferiblemente menor que 0,01-0,02.
- Asegurarse de que ninguna de las estrellas de comparación que se eligen están cerca del punto de saturación en la imagen.

Las estrellas de verificación (“check stars”, o estrellas de chequeo) son importantes por el hecho de que pueden usarse para determinar si alguna de las estrellas de comparación es variable o si existen otros problemas en nuestra imagen. Una estrella de verificación es simplemente una estrella de brillo conocido, que no es variable y que puede tratarse de la misma manera que tratamos nuestra estrella objetivo. Debiéramos poder comparar la magnitud que calculemos para ella con la magnitud publicada (en el mismo color) y los resultados deberían ser muy próximos. La estrella de verificación debe ser, en lo posible, similar en color y magnitud a la estrella variable y debe seleccionarse de la lista de estrellas de comparación en el mismo campo de la estrella objetivo.

Si estamos procesando varias o muchas imágenes tomadas del mismo campo en la misma noche (series temporales), es una buena idea elaborar un gráfico de la magnitud de las estrellas de verificación a lo largo del tiempo. Si todo va bien, el resultado debería ser una línea recta horizontal. Si la magnitud de las estrellas de verificación varía, entonces es que algo está mal. ¿Podría ser que hubiese pasado una nube cuando no estábamos mirando?

5. Medir las magnitudes

En la mayoría de los programas actuales basta con escribir o descargar los datos de la estrella de comparación y un clic con el ratón nos proporcionará la magnitud de la estrella objetivo. Esto es magnífico pero, sin embargo, es bueno entender qué está haciendo nuestro programa para conseguirlo (especialmente si tenemos un programa antiguo que no es tan automático).

El primer paso que hace el programa es medir la *magnitud instrumental* (“instrumental magnitude”). Es simplemente un número relacionado con la cuenta de fotones (o ADUs) capturados sin apertura. Restando la magnitud instrumental de una estrella de comparación de la magnitud instrumental de la estrella objetivo, obtenemos lo que se conoce como *magnitud diferencial* (“differential magnitude”). Esta es la fórmula:

$$\Delta v = v_{\text{measured}} - c_{\text{measured}}$$

Donde Δv es la magnitud diferencial, v_{measured} es la magnitud instrumental de la estrella variable y c_{measured} es la magnitud instrumental de la estrella de comparación que acabamos de medir.

Con el fin de hacer nuestras observaciones más útiles para la comunidad científica, necesitamos ahora pasar de magnitud diferencial a *magnitud normalizada* sumando a ésta la magnitud publicada de la estrella de comparación, así:

$$V = \Delta v + C_{\text{published}}$$

Casi todos los programas informáticos existentes hoy en día nos permitirán realizar lo que se denomina *fotometría de conjunto* (“ensemble photometry”). Lo que se hace es comparar una a una la estrella variable con cada una de las estrellas de comparación que hemos seleccionado. Utilizando las ecuaciones anteriores el programa puede calcular la magnitud normalizada de la estrella objetivo con respecto a cada una de las estrellas de comparación, devolviendo como resultado la media ponderada de todos los valores. De esta manera disponemos de una magnitud normalizada de nuestra estrella objetivo, que es generalmente menos propensa a errores que si hubiésemos utilizado solo una estrella de comparación. Si creemos que una de las estrellas de comparación del conjunto tiene ruido o tiene algún problema que esté afectando perjudicialmente nuestros resultados, probaremos a eliminarla del conjunto y volveremos a calcular nuevamente la media.

Es importante tener en cuenta que estamos usando la convención de que las letras minúsculas se utilizan para magnitudes instrumentales, las mayúsculas en cursiva (como V) son para magnitudes normalizadas y las letras mayúsculas no en cursiva son para magnitudes que han sido *transformadas*.

Se explicará la transformación en el siguiente capítulo, pero resumiendo rápidamente: se puede tomar una imagen con un filtro Johnson V estándar, pero es necesario realizar algunos cálculos adicionales para situar la magnitud “v” medida en el sistema Johnson V con la máxima precisión. Se enseñará cómo hacerlo en el capítulo 6.

Recuadro Informativo 5.2 – Una nota sobre magnitudes

El sistema de magnitudes data del siglo segundo AC y se le atribuye al astrónomo griego Hiparco. Es un sistema logarítmico donde a las estrellas más brillantes se les asignan magnitudes más pequeñas. Este sistema fue desarrollado para clasificar estrellas visibles a simple vista, pero ha sido adaptado en la era del telescopio para medir el brillo óptico de muchos tipos de objetos astronómicos. Existe una relación directa entre magnitudes y flujo: una diferencia de brillo de cinco magnitudes corresponde a un factor de multiplicación de 100 diferencias de flujo, lo que significa que cada magnitud corresponde a un factor de aproximadamente 2,5 en flujo. Como la magnitud es logarítmica, las relaciones de flujos pueden expresarse como diferencias de magnitudes. La diferencia relativa de magnitudes entre dos objetos con diferentes mediciones de flujo puede obtenerse utilizando la siguiente ecuación:

$$\text{mag}_1 - \text{mag}_2 = -2,5 \log_{10} (\text{flux1}/\text{flux2})$$

Para un análisis más extenso, puede visitar el sitio web de la AAVSO: <http://www.aavso.org/magnitude>

Es probable que nuestro programa pueda convertir mediciones de flujos (número de ADU dentro de la apertura de medición) a magnitudes instrumentales, pero deberemos ser conscientes que éste podría usar un punto cero arbitrario para estas magnitudes instrumentales. Esto podría conducir a magnitudes instrumentales extrañas (pero por lo demás perfectamente legítimas) como “-12,567”. Tales magnitudes instrumentales son correctas siempre y cuando *todas las estrellas se midan con el mismo punto cero instrumental*. Esto es así porque los puntos cero se anulan entre sí cuando se calculan las magnitudes diferenciales.

6. Determinar la incertidumbre

Las magnitudes que medimos solo proporcionan parte de la información de nuestra observación. Cada parte válida de datos científicos viene no solo con una medida, sino también con una

incertidumbre, la cual le indicará a los investigadores que usen nuestros datos cómo de precisas son nuestras mediciones. Por lo tanto, es importante que calculemos con exactitud y enviemos la incertidumbre en nuestras magnitudes junto con las magnitudes en sí.

La incertidumbre de nuestras mediciones contendrá tanto un componente aleatorio como uno sistemático. El ruido aleatorio incluye aspectos tales como el ruido fotónico (que es proporcional a la raíz cuadrada del número de fotones que recibe nuestra cámara) y el ruido térmico en nuestro sensor CCD. Estas fuentes de ruido necesitan ser caracterizadas, pero muy poco puede hacerse para reducirlo, poniendo un límite inferior en nuestra incertidumbre. Las incertidumbres sistemáticas están relacionadas con la instrumentación, pudiendo incluir aspectos tales como la forma en que nuestras aperturas de medición influyen en las magnitudes obtenidas, o si tenemos incertidumbres o errores en nuestros campos planos (*flat fields*) o en los valores de las magnitudes de las estrellas de comparación que usamos. No se entrará aquí en un análisis detallado de la teoría de las incertidumbres, pero para posteriores análisis recomendamos el curso CHOICE de la AAVSO “*Incertidumbre sobre las incertidumbres*” (“*Uncertainty about Uncertainties*”) y las notas adjuntas de Aaron Price. Nos limitaremos simplemente a ver *cómo* hacerlo.

La forma más fácil, pero no la ideal, es dejar que nuestro programa de CCD haga el trabajo. La mayoría de los programas nos proporcionarán una incertidumbre en las mediciones o nos darán la relación señal/ruido (SNR o S/N). Una aproximación práctica es asumir que la incertidumbre es $1/\text{SNR}$, de manera que un valor de SNR de 50 da una incertidumbre de 0,02 magnitudes. La razón por la que se dice que esto no es ideal es: (a) la SNR podría calcularse para cada imagen que midamos y no nos dirá nada, por ejemplo, sobre el ruido de las condiciones no fotométricas y (b) tenemos que validar que el programa lo está haciendo correctamente. En la actualidad, la mayoría de los programas realizan un trabajo razonable haciendo esto, pero históricamente no siempre fue así. Como siempre, observaremos los resultados y veremos si tienen sentido.

Más allá de ese primer método, no hay una manera mejor de calcular las incertidumbres, pero depende de qué y cómo planeemos observar. Si estamos haciendo múltiples observaciones de una estrella durante una única noche (ej. ejecutamos series temporales), podemos usar cualquiera de las variaciones observadas tanto en la estrella variable como en las de comparación y verificación para estimar la incertidumbre fotométrica total. Aquí hay dos opciones. Si sabemos que la variable no está cambiando de brillo en escalas cortas de tiempo (una estrella Mira, por ejemplo), podemos calcular la magnitud de la variable en cada toma y entonces calcular la desviación típica de las mediciones de la variable para obtener la incertidumbre. (Nota: idealmente, para una estrella que varía lentamente, se puede ir un poco más allá y combinar todas las mediciones hechas de la variable en una única noche en una única medida de magnitud, en vez de enviar la serie temporal entera). Si la variable cambia en escalas cortas de tiempo (una variable cataclísmica, por ejemplo) entonces podremos obtener en su lugar la incertidumbre de múltiples medidas de las estrellas

de comparación o de verificación. En todos los casos, calcularemos la incertidumbre usando la ecuación de la desviación típica, σ :

$$\sigma = ((\sum(x_i - x)^2)/(N-1))^{1/2}$$

donde x_i son las magnitudes individuales, x es la magnitud media, y N es el número total de medidas que se van a promediar. Entonces deberemos remitir σ como nuestra incertidumbre. Hay que tener en consideración que si estamos utilizando para esta prueba la desviación típica de una estrella de comparación o de verificación, deberemos usar una estrella que tenga un brillo similar al de la variable.

Si en cambio solo tomamos una imagen por filtro de un determinado campo, estaremos limitados a calcular incertidumbres basadas en la información contenida en la imagen. En el caso de una estrella débil, debemos *usar la ecuación del CCD*:

$$S/N = N_{estrella} / (N_{estrella} + n(N_{cielo} + N_{oscuridad} + (N_{ruido_de_lectura})^2))^{1/2}$$

donde N es el número de fotones recibidos de cada estrella, cielo, corriente de oscuridad y el ruido de lectura del CCD, y n es el número de píxeles en nuestra apertura de medición. Aunque esto nos parezca complicado, es simplemente una modificación del caso en el que estamos midiendo la incertidumbre debido exactamente al ruido fotónico. Para ver esto, supongamos que $N_{estrella}$ es mucho más grande que cualquiera de los otros términos. En este caso, la ecuación del CCD se aproxima en el límite al valor de la raíz cuadrada del número de fotones recibidos.

Hay que observar dos cosas aquí. Primero, que en la ecuación anterior N es el número de fotones, en vez del número de ADU, que es lo que mide nuestra cámara. Esto introduce una ligera modificación en la ecuación para los ADU, que incluye la *ganancia* G :

$$S/N = N_{ADU} \times G / ((N_{ADU} \times G) + n_{pix} \times ((N_{ADU,sky} \times G) + N_{dark} + (N_{r.n.})^2))^{1/2}$$

Segundo, hay que observar convenientemente que *podemos usar el valor de SNR de nuestro programa en vez de la ecuación completa del CCD* para estimar la incertidumbre en el caso de una estrella cuyo brillo esté muy por encima tanto del fondo de cielo como del ruido de lectura.

La siguiente mejor opción en fotometría con una única imagen es el caso donde tenemos disponibles múltiples estrellas de comparación en la toma. En este caso, podemos medir todas las estrellas de comparación junto con la variable, calcular la magnitud de la variable obtenida utilizando cada una de las estrellas de comparación y entonces calcular la desviación típica de todas estas magnitudes. Esto debería tener en consideración las incertidumbres intrínsecas tanto de la variable como de las estrellas de comparación.

La ecuación de la CCD es universal, si bien es algo que implica realizar cálculos, ya que tenemos que medir individualmente todas las cosas, no proporcionando información sobre otras fuentes de incertidumbre más allá de lo que aparecía en la imagen concreta, tales como las condiciones de cielo. Sin embargo, con una simple imagen, es lo mejor que podemos hacer y deberíamos utilizar, especialmente en el caso en el que estemos trabajando con estrellas débiles y con baja S/N.

Capítulo 6: Transformando nuestros datos

¿Por qué es necesaria la transformación?

La Base de Datos Internacional de la AAVSO está compuesta por datos procedentes de muchos observadores distintos de todo el mundo. La ventaja de este sistema está en que permite contribuir a ella a todos los observadores interesados y, de este modo, ofrece la posibilidad de aumentar la duración y amplitud del seguimiento de las estrellas observadas. A diferencia de la información recogida a través de grandes rastreos del cielo (“surveys”), que pueden experimentar discontinuidades en la cobertura debidas a condiciones meteorológicas adversas, fallos en los equipos o la interrupción de la financiación, la manera de trabajar de la AAVSO reduce el efecto de tales problemas. Por otro lado, el hecho de que cada observador use diferentes equipos y procedimientos puede introducir diferencias que hagan difícil armonizar los resultados de un observador con los de otro.

Asumiendo que los procedimientos descritos en esta guía han sido seguidos cuidadosamente, y que no se han cometido errores durante el proceso, las mayores diferencias residuales entre las medidas reportadas por dos observadores distintos que observan la misma estrella, con el mismo filtro simultáneamente, son probablemente debidas a diferencias en la respuesta espectral del equipo de cada observador. Cada combinación de telescopio, filtro y CCD tiene sus propias y únicas características que, dependiendo del color de la estrella medida, y los filtros empleados, puede resultar en unas diferencias de magnitud de entre unas centésimas a varias décimas de magnitud de un observador a otro. ¡Incluso dos filtros fotométricos adquiridos al mismo proveedor tendrán respuestas espectrales ligeramente distintas que afectarán nuestras medidas!

Al transformar nuestros datos a un sistema estándar, estas diferencias pueden ser reducidas en gran medida, incluso suprimidas. Esto tendrá la consecuencia no solo de poner nuestras observaciones más en línea con las de otros observadores que han transformado sus medidas, sino que hará la base de datos más útil científicamente hablando. Este es el objetivo de la AAVSO al buscar que todos los observadores CCD transformen sus datos de una manera habitual.

¿Cómo transformamos nuestros datos?

Hay dos partes en el proceso de transformación de nuestros datos. El primero es determinar nuestros coeficientes de transformación. El segundo es aplicar esos coeficientes a nuestras observaciones.

Al principio, el proceso parece un poco abrumador y, ciertamente, en el pasado ha habido al respecto mucha confusión y poca orientación. Con esta guía, la AAVSO espera cambiar esta situación explicando el proceso claramente y cubriendo los casos más simples y directos. Siguiendo este método, conseguiremos la mayoría, si no todas, las correcciones necesarias para convertir nuestros

datos al sistema estándar. Si deseamos profundizar en ello, podemos revisar las referencias que se listan al final de esta guía.

Resumen General y supuestos previos

En beneficio de la simplicidad, y para ser consistentes con contenidos anteriormente expuestos en esta guía, la siguiente explicación asume que estamos llevando a cabo fotometría diferencial de apertura. Las magnitudes que obtengamos, y que finalmente reportaremos a la AAVSO son magnitudes diferenciales, es decir, que se han calculado midiendo la diferencia de brillo entre la estrella variable y una estrella de comparación.

Para situarnos: si medimos dos estrellas de igual brillo verdadero en el ancho de banda de un filtro estándar, obtendremos dos magnitudes distintas para dichas estrellas en nuestro sistema particular si las dos no son iguales en índice de color. Nuestro objetivo será transformar estas medidas a un sistema estándar, de tal forma que las magnitudes resultantes que reportemos sean la misma.

Para efectuar esta transformación a un sistema estándar, necesitamos saber dos cosas: el índice de color de las estrellas que estamos midiendo — conocido como *índice de color diferencial instrumental* — y el efecto de ese índice de color en la magnitud diferencial que hemos obtenido — *la magnitud diferencial instrumental*.

Relacionando el índice de color diferencial instrumental con *el índice de color diferencial verdadero* de unas estrellas estándar para las que dicho parámetro ha sido cuidadosamente determinado, seremos capaces de obtener un término llamado *transformación del índice de color*. Del mismo modo, relacionando la magnitud diferencial instrumental con *la magnitud diferencial verdadera* del mismo conjunto de estrellas, podemos derivar una *transformación de magnitud*. Aplicar estas dos transformaciones a las observaciones que efectuemos de estrellas variables, donde el índice de color y la magnitud no se conocen con precisión, nos habilitará para “corregir” nuestras medidas y convertirlas a un sistema estándar en el cual, en teoría, pueden ser encajadas satisfactoriamente con las de nuestros colegas observadores.

En astronomía, el color de una estrella (o índice de color) es expresado generalmente como la diferencia de las magnitudes de dos medidas hechas con diferentes filtros. Son válidas muchas y diferentes combinaciones de filtros, pero como la medida más ampliamente usada es B-V (la magnitud medida usando un filtro Johnson B menos la magnitud medida usando un filtro Johnson V), se supone que como mínimo dispondremos de ambos filtros. Tal como veremos más adelante, hay una manera en la que podemos transformar nuestros datos incluso si tenemos un solo filtro fotométrico, pero generalmente nuestros resultados mejorarán si tenemos al menos dos. Si usamos más de dos filtros, necesitaremos obtener coeficientes de transformación de color y magnitud para cada uno de ellos.

Determinando los coeficientes de transformación

Paso 1 – Obtener un campo estándar y calibrar las imágenes

El primer paso para determinar los coeficientes de transformación es adquirir una imagen de un “campo estándar” usando cada uno de los filtros. Los campos estándar son campos estelares para los cuales la magnitud de una muestra de estrellas se ha determinado de manera muy precisa en varios índices de color. Para mayor conveniencia, la AAVSO ha preparado secuencias estándar para seis cúmulos estelares abiertos, los cuales fueron seleccionados basándose en varios factores, incluyendo su rango de índices de color y cantidad de estrellas que pueden llenar convenientemente el campo de una imagen CCD.

Tabla 6.1 – Cúmulos abiertos estándar

Nombre	AR	Dec	Rango de Magnitudes	Diámetro (minutos de arco)
NGC 1252	03:10:49	-57:46:00	8 – 15	300+
M67	08:51:18	+11:48:00	7 – 16	74
NGC 3532	11:05:39	-58:45:12	8 – 13,5	30
Cúmulo estelar de Coma Berenices	12:22:30	+25:51:00	5 – 10	450
M11	18:51:05	-06:16:12	8,5 – 17	20
NGC 7790	23:58:23	+61:12:25	10 – 20	7

Es posible crear una carta para uno cualquiera de estos campos usando el Generador de Cartas de la AAVSO (“AAVSO’s Variable Star Plotter, VSP”), tecleando la ascensión recta y la declinación del cúmulo del que se quiere obtener una imagen y seleccionando el campo de visión (“FOV”) y la magnitud límite apropiados para nuestro equipo, tal como se puede hacer para obtener cualquier otra carta. Hay que estar seguro de seleccionar “Sí” (“Yes”) a la pregunta “¿Desea una carta de campo estándar?” (“Would you like a standard field chart?”). Esto debería generar una carta similar a la de la Figura 6.1 de la siguiente página. Quizá querramos también imprimir la tabla de fotometría asociada, que contiene las magnitudes publicadas de todas las estrellas estándar contenidas en el campo, lo cual es práctico si nuestro programa no carga por nosotros la fotometría de las estrellas de comparación (ver Figura 6.2, página 60).

Ahora aplicaremos las mismas buenas prácticas que hemos mantenido hasta ahora a la toma de imágenes. Tratemos de obtener imágenes de los cúmulos cuando estén altos en el cielo y ajustemos el tiempo de exposición de forma que podamos obtener el mayor número posible de cuentas, pero sin saturar las estrellas más brillantes. Tomemos varias imágenes con cada filtro y apilémoslas para incrementar la relación S/R. Una vez hecho esto, calibremos las imágenes apiladas con las tomas oscuras de tiempo de integración nulo (“bias frames”), tomas oscuras (“dark frames”) y tomas planas (“flat frames”).

Figura 6.1 – Carta de M67

Esta carta de muestra ha sido producida usando el generador de cartas de estrellas variables de la AAVSO (“AAVSO’s Variable Star Plotter, VSP”) tomando la ascensión recta y la declinación de M67 presentes en la Tabla 6.1 con un campo de visión de 15 minutos de arco y magnitud límite de 13,8. Las estrellas usadas en el ejemplo ofrecido en esta guía están dentro de un círculo rojo.

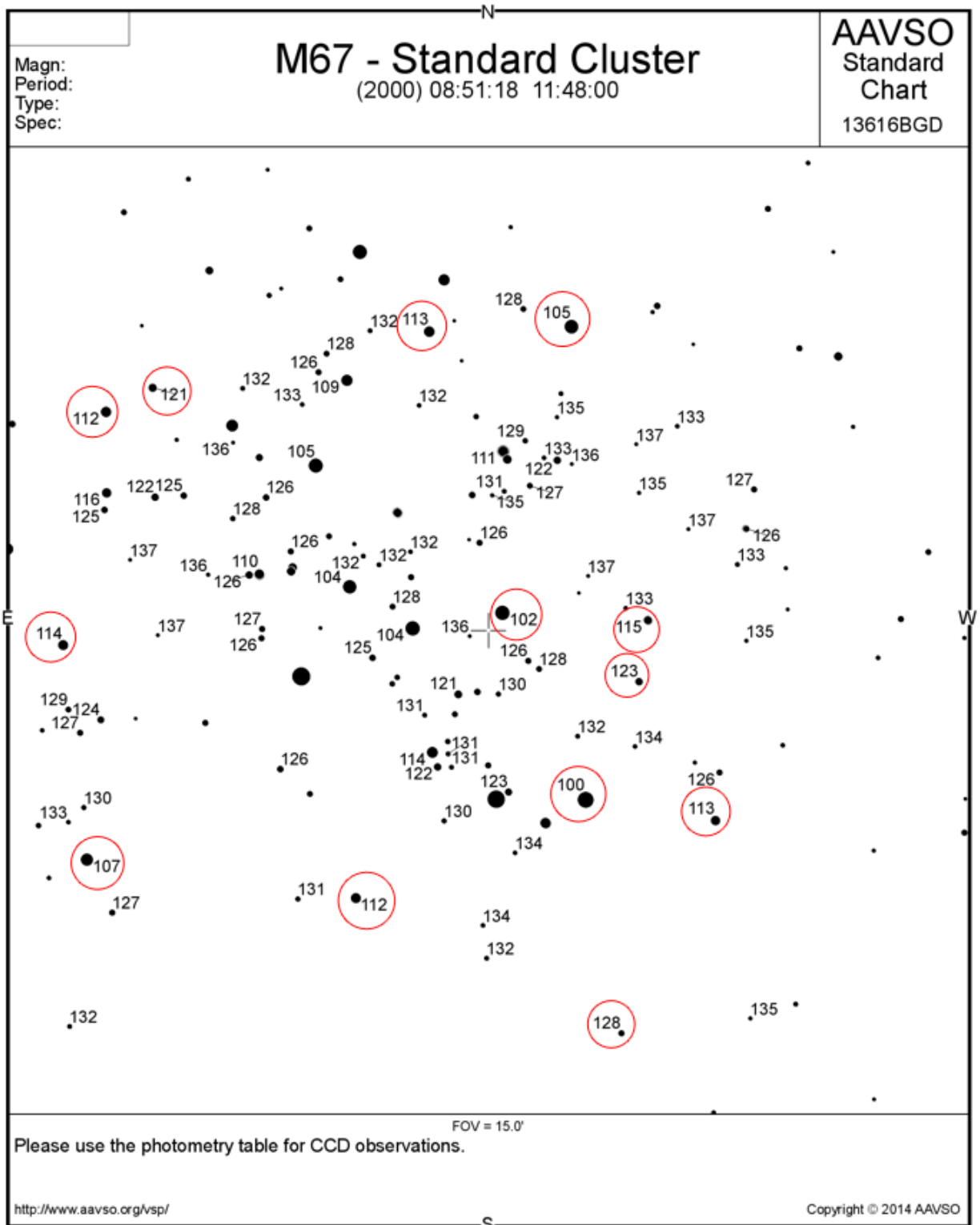


Figura 6.2 – Tabla de fotometría de M67

Este es un extracto de la tabla de fotometría asociada a la carta de la Figura 6.1 que muestra las 10 estrellas más brillantes usadas para calcular los coeficientes de transformación del ejemplo. Son las mismas estrellas contenidas en círculos en la carta.

Variable Star Plotter (VSP)

■ Printable Version ■ Return & Replot

Field Photometry From the AAVSO Variable Star Database

Data includes all comparison stars within 0.12500° of RA: 08:51:18 (132.82500) & Decl.: 11:48:00 (11.80000).

AUID	RA.	Dec.	Label	U	B	V	B-V	Rc	Ic	J	H	K	Comments
000-BLG-879	8:51:11.82 [132.79926d]	11:45:21.7 [11.75602d]	100	-	9.978 (0.050) ¹⁰	10.040 (0.029) ¹⁰	-0.062 (0.058)	10.059 (0.040) ¹⁰	10.086 (0.049) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-886	8:51:17.12 [132.82133d]	11:48:16.4 [11.80455d]	102	12.915 (0.038) ¹⁰	11.553 (0.023) ¹⁰	10.289 (0.016) ¹⁰	1.264 (0.028)	9.626 (0.021) ¹⁰	9.063 (0.027) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-887	8:51:22.83 [132.84512d]	11:48:02 [11.80056d]	104	12.583 (0.031) ¹⁰	11.562 (0.018) ¹⁰	10.453 (0.014) ¹⁰	1.109 (0.023)	9.886 (0.016) ¹⁰	9.386 (0.020) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-888	8:51:26.87 [132.86194d]	11:48:40.7 [11.81131d]	104	11.118 (0.022) ¹⁰	11.064 (0.016) ¹⁰	10.489 (0.013) ¹⁰	0.575 (0.021)	10.149 (0.015) ¹⁰	9.822 (0.021) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-890	8:51:29.01 [132.87090d]	11:50:33.3 [11.84260d]	105	12.703 (0.030) ¹⁰	11.656 (0.018) ¹⁰	10.533 (0.012) ¹⁰	1.123 (0.022)	9.952 (0.014) ¹⁰	9.438 (0.017) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-889	8:51:12.71 [132.80298d]	11:52:42.6 [11.87850d]	105	12.620 (0.032) ¹⁰	11.617 (0.023) ¹⁰	10.524 (0.016) ¹⁰	1.093 (0.028)	9.961 (0.020) ¹⁰	9.471 (0.022) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-891	8:51:43.58 [132.93156d]	11:44:26.7 [11.74076d]	107	13.003 (0.029) ¹⁰	11.898 (0.019) ¹⁰	10.763 (0.016) ¹⁰	1.135 (0.025)	10.185 (0.020) ¹⁰	9.657 (0.023) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-892	8:51:27.04 [132.86266d]	11:51:52.8 [11.86467d]	109	11.117 (0.030) ¹⁰	11.042 (0.021) ¹⁰	10.946 (0.019) ¹⁰	0.096 (0.028)	10.902 (0.022) ¹⁰	10.844 (0.024) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-893	8:51:32.62 [132.88593d]	11:48:52.3 [11.81454d]	110	11.416 (0.027) ¹⁰	11.283 (0.019) ¹⁰	11.064 (0.017) ¹⁰	0.219 (0.025)	10.948 (0.020) ¹⁰	10.820 (0.024) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-894	8:51:17.07 [132.82111d]	11:50:46.7 [11.84630d]	111	13.192 (0.029) ¹⁰	12.221 (0.018) ¹⁰	11.132 (0.014) ¹⁰	1.089 (0.023)	10.560 (0.017) ¹⁰	10.059 (0.021) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-895	8:51:26.46 [132.86024d]	11:43:51 [11.73083d]	112	11.474 (0.027) ¹⁰	11.391 (0.019) ¹⁰	11.263 (0.016) ¹⁰	0.128 (0.025)	11.215 (0.017) ¹⁰	11.146 (0.023) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-896	8:51:42.39 [132.92662d]	11:51:23.3 [11.85648d]	112	13.307 (0.032) ¹⁰	12.342 (0.016) ¹⁰	11.266 (0.012) ¹⁰	1.076 (0.020)	10.697 (0.016) ¹⁰	10.187 (0.020) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-897	8:51:21.78 [132.84074d]	11:52:38.1 [11.87724d]	113	12.060 (0.025) ¹⁰	11.911 (0.020) ¹⁰	11.305 (0.013) ¹⁰	0.606 (0.024)	10.945 (0.018) ¹⁰	10.609 (0.020) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-898	8:51:03.54 [132.76474d]	11:45:03 [11.75083d]	113	11.727 (0.028) ¹⁰	11.604 (0.020) ¹⁰	11.314 (0.017) ¹⁰	0.290 (0.026)	11.149 (0.021) ¹⁰	10.988 (0.025) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-899	8:51:21.59 [132.83995d]	11:46:06.4 [11.76845d]	114	13.463 (0.031) ¹⁰	12.500 (0.017) ¹⁰	11.427 (0.014) ¹⁰	1.073 (0.022)	10.867 (0.016) ¹⁰	10.376 (0.020) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-900	8:51:45.10 [132.93793d]	11:47:46.2 [11.79617d]	114	13.451 (0.026) ¹⁰	12.546 (0.016) ¹⁰	11.494 (0.011) ¹⁰	1.052 (0.019)	10.941 (0.014) ¹⁰	10.442 (0.017) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-901	8:51:07.84 [132.78265d]	11:48:09.5 [11.80264d]	115	11.912 (0.025) ¹⁰	11.949 (0.017) ¹⁰	11.544 (0.014) ¹⁰	0.405 (0.022)	11.293 (0.017) ¹⁰	11.050 (0.021) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD
000-BLG-902	8:51:42.37 [132.92653d]	11:50:07.9 [11.83554d]	116	13.599 (0.029) ¹⁰	12.686 (0.017) ¹⁰	11.636 (0.012) ¹⁰	1.050 (0.021)	11.081 (0.015) ¹⁰	10.580 (0.020) ¹⁰	-	-	-	STD_FIELD

Con el fin de minimizar el efecto de problemas espurios o efectos atmosféricos, sería una buena idea repetir el proceso entero de toma de imágenes de un campo estándar y calcular nuestros coeficientes a lo largo de varias noches. Los resultados de cada una de las noches pueden entonces ser promediados para obtener un solo conjunto de coeficientes de mayor calidad.

Paso 2 - Medir las imágenes para obtener las magnitudes instrumentales

Usando nuestro programa fotométrico, mediremos tantas estrellas como podamos sobre la imagen, para obtener sus magnitudes instrumentales. No hay necesidad de seleccionar una determinada estrella objetivo o una estrella de verificación. Tal como sucede en muchos campos muy poblados, hay que tener cuidado de no medir ninguna estrella que al estar tan próxima a otra vecina sus imágenes se “fundan” entre sí. Asimismo, debemos ser muy cuidadosos con la identificación de las estrellas y, en el caso de estrellas múltiples con el mismo identificador, comprobar sus coordenadas AR y Dec para asegurarnos de que sabemos cuál es cuál.

Paso 3 – Calcular los coeficientes de transformación

Voluntarios de la AAVSO han desarrollado herramientas informáticas para ayudarnos en el cálculo de los coeficientes de transformación y el siguiente paso: aplicar los coeficientes para transformar las medidas (ver <http://www.aavso.org/transform> para descargar los programas y consultar información útil sobre ellos). Con el fin de que se entiendan los principios de la metodología, esta guía usa el “método de la hoja de cálculo”, de forma de mostrar lo que se va haciendo más claramente.

La manera más fácil de explicar el proceso de transformación de nuestras medidas es dar un ejemplo en el que se usan datos reales. Esto posibilita ver cómo funciona el proceso sin tener que entrar en un exceso de teoría previa y ecuaciones farragosas. Entonces podremos introducir nuestros propios datos en lugar de los existentes en las tablas correspondientes de la hoja de cálculo y obtener nuestros propios resultados.

En el siguiente ejemplo se ha asumido que estamos siguiendo el modo de trabajo más sencillo, tomando imágenes en dos colores (Johnson B y Johnson V). Por razones de simplicidad, tan solo se midieron 13 estrellas del campo estándar de M67. En realidad, sería mejor incluir entre 30 y 50 estrellas, abarcando un amplio rango de índices de color. Nuestra muestra de datos ha sido introducida en las columnas marcadas como “Mis datos” (“My Data”), En todos los casos, las magnitudes instrumentales que obtenemos se expresan en letra minúscula mientras que las magnitudes estándar (publicadas) se dan en letra mayúscula. Nuestro objetivo es calcular una transformación del índice de color (T_{bv}) y dos transformaciones de magnitud ($T_{b_{bv}}$ y $T_{v_{bv}}$) a partir de este conjunto de datos.

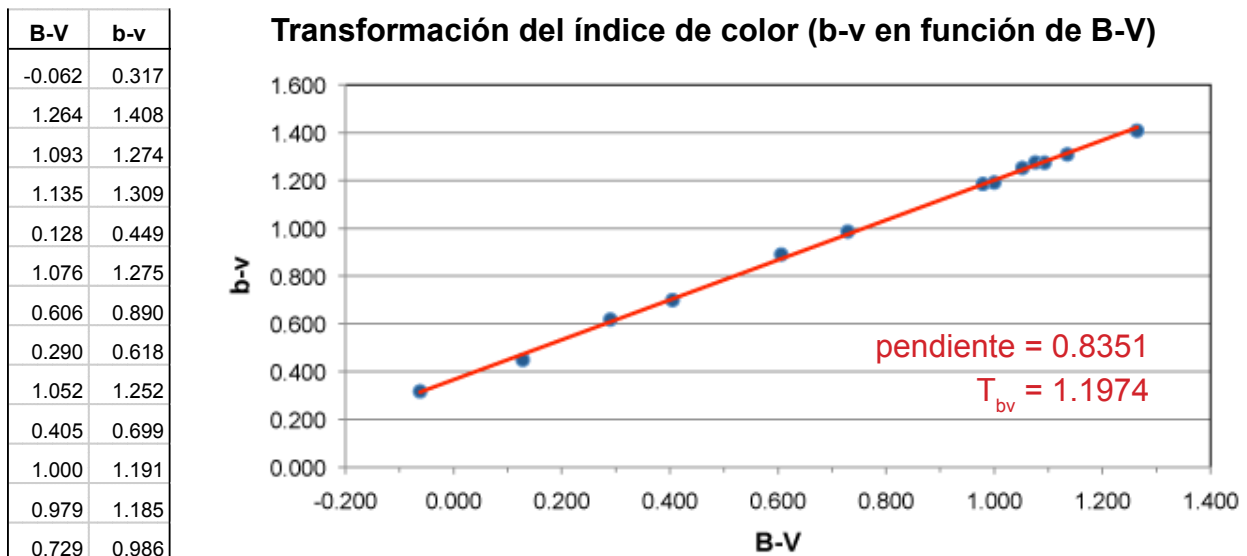
Comenzamos introduciendo los identificadores de cada estrella que hemos medido junto con su magnitud instrumental, obtenidas de las imágenes tomadas con cada uno de los filtros que estamos usando. Añadimos las magnitudes publicadas de las mismas estrellas en cada una de las bandas:

Tabla 6.2 – Muestra de datos de M67

M67		Mis Datos (mag. inst.)			Datos Estandar		
Star ID	AUID	b	v	i	B	V	I
100	000-BLG-879	-7.981	-8.298	-7.501	9.978	10.040	10.086
102	000-BLG-886	-6.575	-7.983	-8.462	11.553	10.289	9.063
105	000-BLG-889	-6.487	-7.761	-8.102	11.617	10.524	9.471
107	000-BLG-891	-6.194	-7.503	-7.866	11.898	10.763	9.657
112	000-BLG-895	-6.591	-7.040	-6.421	11.391	11.263	11.146
112	000-BLG-896	-5.725	-7.000	-7.337	12.342	11.266	10.187
113	000-BLG-897	-6.111	-7.001	-6.960	11.911	11.305	10.609
113	000-BLG-898	-6.364	-6.982	-6.562	11.604	11.314	10.988
114	000-BLG-900	-5.511	-6.763	-7.072	12.546	11.494	10.442
115	000-BLG-901	-6.054	-6.753	-6.493	11.949	11.544	11.050
121	000-BLG-904	-4.929	-6.120	-6.400	13.138	12.138	11.122
123	000-BLG-908	-4.709	-5.894	-6.121	13.359	12.380	11.409
128	000-BLG-929	-4.508	-5.494	-5.497	13.541	12.812	12.033

El siguiente paso es crear el gráfico que se usará para determinar la transformación del índice de color representando el índice de color instrumental (b-v) en función del índice de color estándar (B-V). La ventaja de la representación real de nuestros datos está en que podemos observar cómo nuestras observaciones se ajustan a una función lineal y así podemos suprimir puntos que quedan muy apartados de esta y que pueden tener un impacto negativo en nuestros resultados.

Figura 6.3 – Representación en una gráfica de la transformación del índice de color.



Podemos ver que ha sido añadida una recta de ajuste por mínimos cuadrados, y su pendiente da como resultado 0,8351 en este ejemplo. Siendo definida la transformación del índice de color como la inversa de esta pendiente, nos dará $1/0,8351$, o sea, $T_{bv} = 1,1974$.

Para calcular las transformaciones de magnitud en B y V, comenzamos con los mismos datos que en la Tabla 6.2, pero esta vez representaremos gráficamente la diferencia entre la magnitud estándar y la magnitud instrumental (B-b) o (V-v) en función del índice de color estándar (B-V) tal como se muestra:

Figura 6.4 – Representación gráfica de la transformación de magnitud en B

B-V	B-b
-0.062	17.959
1.264	18.128
1.093	18.104
1.135	18.092
0.128	17.982
1.076	18.067
0.606	18.022
0.290	17.968
1.052	18.057
0.405	18.003
1.000	18.067
0.979	18.068
0.729	18.049

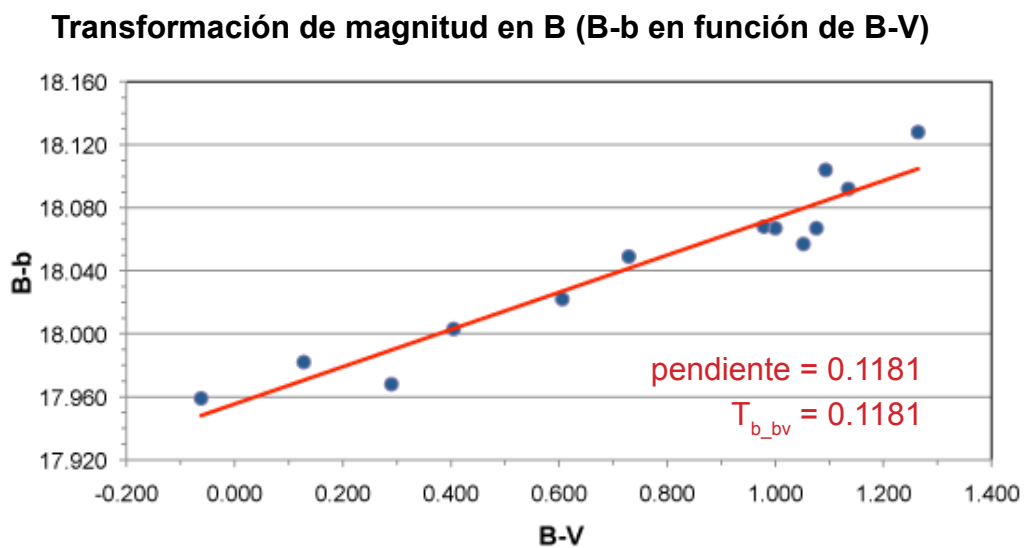
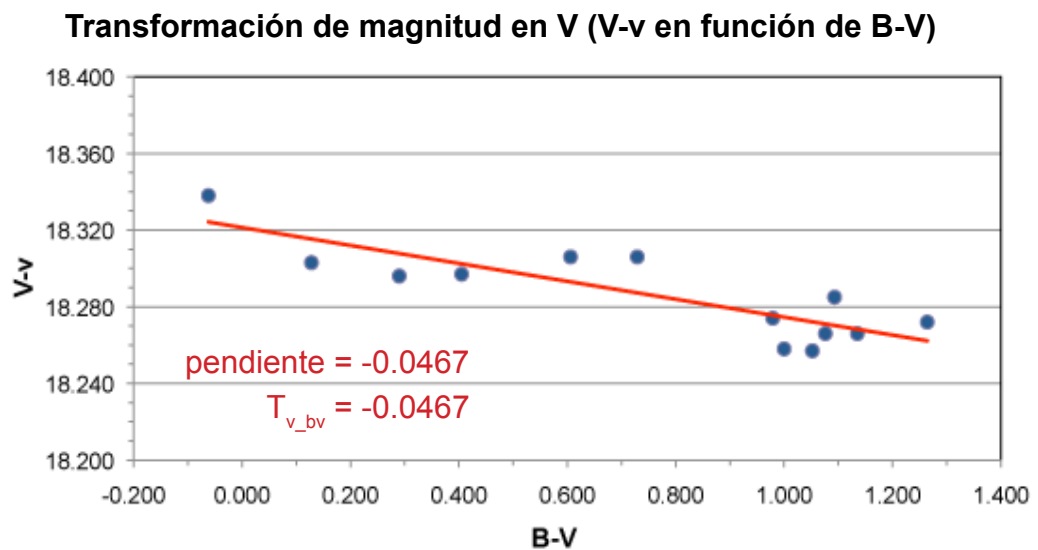


Figura 6.5 – Representación gráfica de la transformación de magnitud en V

B-V	V-v
-0.062	18.338
1.264	18.272
1.093	18.285
1.135	18.266
0.128	18.303
1.076	18.266
0.606	18.306
0.290	18.296
1.052	18.257
0.405	18.297
1.000	18.258
0.979	18.274
0.729	18.306



Nos preguntaremos por qué nos molestamos en crear un gráfico para cada una de las transformaciones cuando los ajustes por mínimos cuadrados y la pendiente de la recta pueden ser calculados sin necesidad de aquella. La respuesta es que con una representación gráfica es fácil descartar cualquier punto demasiado alejado de la recta y excluirlo del cálculo.

¿Qué sucede si queremos usar más de dos bandas o un conjunto distinto de colores?

Dependiendo del conjunto de filtros que utilicemos, necesitaremos hallar los coeficientes de transformación para nuestro sistema en el caso en que usemos un filtro en banda Ic– o uno de banda Rc– o cualquier otro filtro. Estos pueden ser calculados de un modo muy parecido al del procedimiento para B y V descrito anteriormente.

Por ejemplo, si tenemos un filtro de banda Ic además de los de banda B y V, necesitaremos calcular dos coeficientes más:

$$T_{vi} = 1/\text{pendiente de la recta de ajuste para la representación de } v\text{-i en función de V-I}$$

$$T_{i_{vi}} = \text{pendiente de la recta de ajuste para la representación de I-i en función de V-I}$$

Y de forma similar, si tenemos un conjunto de filtros BVR necesitaremos añadir, en lugar de los anteriores, los siguientes coeficientes:

$$T_{vr} = 1/\text{pendiente de la recta de ajuste para la representación de } v\text{-r en función de V-R}$$

$$T_{r_{vr}} = \text{pendiente de la recta de ajuste de la representación de R-r en función de V-R}$$

Existe, asimismo, más de una forma de calcular los mismos coeficientes usando diferentes bandas de color, que pueden ser útiles. Por ejemplo, si estamos tomando la imagen de una estrella muy roja (como una Mira) que resulta ser muy débil en el mínimo como para ser detectada usando un filtro B, y teniendo un filtro Ic o Rc disponible, podríamos emplear una de estas combinaciones para calcular la transformación de magnitud en V:

$$T_{v_{vi}} = \text{pendiente de la recta de ajuste para la representación de } V\text{-v en función de V-I}$$

ó

$$T_{v_{vr}} = \text{pendiente de la recta de ajuste para la representación de } V\text{-v en función de V-R}$$

¿Con qué frecuencia calculamos nuestros coeficientes de transformación?

Los coeficientes de transformación deben ser calculados al menos una vez al año, pero en el caso de que cambie algún elemento en el recorrido óptico de nuestro telescopio y cámara (el reemplazo de un filtro, la adición de un aplanador de campo, etc) tendremos que calcular de nuevo nuestros coeficientes.

Aplicando los coeficientes de transformación

Ahora que hemos calculado los coeficientes de transformación, este es el momento de usarlos para transformar al sistema estándar las medidas reales de una estrella elegida. Para una mayor simplicidad, se asume que estamos usando solamente una estrella de comparación y no un conjunto (“ensemble”) de estrellas de comparación. Nota: Transformar observaciones derivadas de un conjunto de estrellas de comparación es una técnica avanzada que depende de cómo se ha calculado la fotometría de grupo. Como tal, es mejor dejar la tarea en manos de una aplicación informática.

La ecuación básica es la siguiente:

$$V_{\text{var}} = \Delta v + T_{v,bv} * \Delta(B-V) + V_{\text{comp}}$$

... y aquí tenemos una explicación de cada término:

- Δv es la magnitud instrumental de la estrella variable menos la magnitud instrumental de la estrella de comparación, ó $v_{\text{var}} - v_{\text{comp}}$
- V_{comp} es la magnitud en V publicada de la estrella de comparación
- $T_{v,bv}$ es el coeficiente de transformación de la magnitud en V que hemos calculado
- $\Delta(B-V)$ es la diferencia entre el índice de color estándar de la estrella variable y el índice de color estándar de la estrella de comparación. Ésta ha de calcularse utilizando la fórmula:

$$\Delta(B-V) = T_{bv} * \Delta(b-v)$$

En otras palabras, podemos derivar $\Delta(B-V)$ multiplicando la transformación del índice de color obtenida por la diferencia de los índices de color medidos (instrumentales) de la estrella variable y la estrella de comparación, $\Delta(b-v)$. Por supuesto, se asume que hemos tomado imágenes usando los filtros B y V. Si, por ejemplo, solamente fuimos capaces de crear una imagen en una banda, es posible sustituir los valores publicados de B-V para la estrella variable y la estrella de comparación (si existen tales datos disponibles) por los valores medidos (instrumentales). Hay que tener muy presente que este método es muy proclive a provocar errores ya que, en muchos casos, el índice de color de una estrella variable puede oscilar.

Al igual que en el apartado anterior, es más fácil entender qué tenemos entre manos usando un ejemplo basado en datos reales. Aquí tenemos algunos datos de muestra (se dan las magnitudes instrumentales):

Variable: medido		Comparación: medido		Comparación: publicado	
b	v	b	v	B	V
-6.223	-7.855	-6.202	-7.109	11.779	11.166

...y los coeficientes de transformación en B y V calculados anteriormente:

$$\begin{array}{l} T_{bv} = 1,1974 \\ T_{b_{bv}} = 0,1181 \\ T_{v_{bv}} = - 0,0467 \end{array}$$

Empezamos calculando $\Delta(\mathbf{b-v})$ con la ecuación:

$$\begin{aligned} \Delta(\mathbf{b-v}) &= (\mathbf{b-v})_{var} - (\mathbf{b-v})_{comp} \\ (\mathbf{b-v})_{var} &= - 6,223 - (-7,855) = 1,632 \\ (\mathbf{b-v})_{comp} &= - 6,202 - (-7,109) = 0,907 \\ \Delta(\mathbf{b-v}) &= 1,632 - 0,907 \\ \Delta(\mathbf{b-v}) &= 0,725 \end{aligned}$$

Ahora multiplicamos este resultado por la transformación del índice de color para obtener $\Delta(\mathbf{B-V})$:

$$\begin{aligned} \Delta(\mathbf{B-V}) &= T_{bv} * \Delta(\mathbf{b-v}) \\ \Delta(\mathbf{B-V}) &= 1,1974 * 0,725 \\ \Delta(\mathbf{B-V}) &= 0,868 \end{aligned}$$

Calculamos Δv con la expresión:

$$\begin{aligned} \Delta v &= v_{var} - v_{comp} \\ \Delta v &= -7,855 - (-7,109) \\ \Delta v &= - 0,746 \end{aligned}$$

Y juntando todos los cálculos:

$$\begin{aligned} V_{var} &= \Delta v + T_{v_{bv}} * \Delta(\mathbf{B-V}) + V_{comp} \\ V_{var} &= -0,746 + (-0,0467 * 0,868) + 11,166 \\ V_{var} &= 10,379 \end{aligned}$$

Sólo a modo de comparación, el cálculo de la magnitud sin transformar sería, simplemente:

$$\begin{aligned} V_{var} &= \Delta v + V_{comp} \\ V_{var} &= -0,746 + 11,166 \\ V_{var} &= 10,420 \text{ (sin transformar)} \end{aligned}$$

La transformación de las medidas en B se haría de forma similar usando esta ecuación:

$$B_{\text{var}} = \Delta b + T_{\text{b}_{\text{bv}}} * \Delta(\text{B-V}) + B_{\text{comp}}$$

donde ...

$$\Delta b = b_{\text{var}} - b_{\text{comp}}$$

$T_{\text{b}_{\text{bv}}}$ = el coeficiente de transformación de la magnitud en B

$\Delta(\text{B-V})$ lo mismo que en las ecuaciones de más arriba

B_{comp} es la magnitud en B publicada de la estrella de comparación

Para comprobar que lo hemos entendido, intentemos usar el ejemplo para calcular B_{var} usando los mismos datos de muestra que antes. Debemos llegar al siguiente resultado:

$$B_{\text{var}} = 11,861$$

Capítulo 7: Fotometría y ciencia

Los primeros seis capítulos de esta guía nos proporcionan todo lo necesario para realizar observaciones CCD de estrellas variables útiles en términos científicos. La gran mayoría de requerimientos, procedimientos, técnicas observacionales y de análisis se han descrito en ellos, de manera que estamos, en este punto, preparados para empezar las observaciones. El presente capítulo pretende proporcionar una base adicional de conocimientos astronómicos que nos serán de ayuda en la planificación y realización de las observaciones para que proporcionen resultados científicamente válidos. En la mayoría de los casos, campañas observacionales solicitadas por la AAVSO u otra organización indicarán exactamente qué observaciones son necesarias y por qué; aquí queremos aportar una base sobre principios generales que deberían ser una guía en las técnicas de observación. Puede considerarse este capítulo como un “extra”, pero recomendamos su lectura para entender la manera en la que en la AAVSO pensamos que deberían llevarse a cabo las observaciones. En particular queremos centrarnos en dos aspectos: en primer lugar, por qué son útiles las observaciones con filtro y debidamente transformadas pero, también, qué debe tenerse en cuenta al preparar un programa de observación para ciertas clases de variables, incluyendo el uso de filtros, la cadencia de observación y los tiempos de exposición.

Antes de continuar avanzando, el paso previo del proceso de observación debería ser la consulta del sitio web de la AAVSO para ver los recursos disponibles para los observadores y de qué estrellas se están solicitando datos. Por ejemplo, la AAVSO (al igual que otras organizaciones de estudio de estrellas variables) lleva a cabo campañas observacionales en las que se solicitan datos sobre estrellas específicas en momentos determinados. Existen también muchos objetivos permanentes para los cuales son necesarios datos de forma continuada, de manera que, en conjunto, siempre habrá objetos para programar observaciones. No detallaremos en esta Guía qué estrellas en concreto se deben observar debido a que existen demasiadas que merecen tiempo de observación y para ello se necesitaría un libro entero que tratase ese particular. Debemos tener en cuenta que se puede ser selectivo sobre los objetivos para observar y, de esta manera, aumentará la probabilidad de que nuestros datos sean utilizados por investigadores. La excepción es cuando uno mismo es el investigador y tiene objetivos propios que quiere abordar mediante sus observaciones, pero esto es también asunto para otro manual totalmente distinto.

Fotometría y filtros

Antes de empezar nos sería útil la lectura de los Apéndices A y B de esta *Guía* que tratan los aspectos básicos sobre la luz y de qué forma es irradiada por las estrellas. Lo más importante es comprender que la luz estelar contiene mucha más información de la que llega a nuestros telescopios en un momento dado y que, por ello, podemos aprender más realizando observaciones

con filtros estandarizados que tomando imágenes sin ellos. Los filtros fotométricos dejan pasar solo una longitud de onda, tienen unas propiedades de transmisión bien definidas y están diseñados para ajustarse lo máximo posible a anchos de banda estándares como, por ejemplo, los sistemas Johnson-Cousins o Sloan. Si se mide la luz estelar a través de uno de estos filtros, se están realizando medidas no de la totalidad de la luz que llega, sino de la luz en una determinada longitud de onda definida por el paso de banda del filtro.

La fotometría con filtros nos puede proporcionar información astrofísica muy útil. Estrellas con diferentes propiedades físicas (como la temperatura o la composición química) determinan características espectrales únicas medidas en cada uno de los sistemas de filtros. Por ejemplo, una estrella del tipo espectral “A” tendrá un espectro tal que si obtenemos medidas calibradas de la estrella en el sistema Johnson B y V, la diferencia en esas magnitudes calibradas será cercana a 0,0. Dicho de otra forma, el índice de color (B-V) de una estrella tipo espectral “A” es aproximadamente cero; esta fue la forma, por cierto, en que el sistema de magnitudes fue definido por primera vez en el sistema Johnson. El índice de color (B-V) de una estrella tipo espectral “G”, más fría que una estrella del tipo “A”, será algo en torno a +0,7 (la magnitud calibrada en banda B de esa estrella será 0,7 magnitudes más débil que la magnitud en banda V). Los tipos espectrales de estrellas se basan, en gran medida, en la forma en que sus temperaturas se manifiestan a través de su espectro. Más importante es que si obtenemos un conjunto calibrado de fotometrías para una estrella determinada, estos colores pueden compararse entonces con las calibraciones espectrales conocidas para determinar, de esta forma, su tipo espectral aproximado. La determinación espectral precisa es más complicada (y normalmente implica obtener un espectro), pero los colores fotométricos pueden proporcionar información útil sobre las propiedades de las estrellas. Un ejemplo obvio, en el que no profundizaremos aquí, es el diagrama color-magnitud, en donde las magnitudes y los colores de las estrellas en cúmulos o agrupaciones residen en localizaciones bien definidas en este diagrama, y estas localizaciones corresponden a diferentes estados evolutivos como la secuencia principal y la rama de las gigantes rojas.

Las cosas se vuelven más interesantes en el caso de las estrellas variables, porque sus colores pueden cambiar al tiempo que su luz total varía. Recordemos que los colores pueden corresponder, en parte, a la temperatura de una estrella. También es bien conocido que algunas estrellas cambian de temperatura durante el curso de sus variaciones. Una estrella pulsante como una cefeida o una RR Lyrae puede cambiar en 1.000 K o más durante un ciclo de pulsación y, por tanto, también sucede que de esta variación resulta un sustancial cambio de color, especialmente en (B-V). De esta manera podrá determinarse mucha información si se realiza una fotometría multifiltro de una cefeida. En primer lugar, puede verse que la curva de luz en banda V tendrá una amplitud diferente que la curva en banda B (y podría incluso tener diferente forma y fase). En segundo lugar, a causa de las diferencias entre V y B, puede observarse que la curva de color —una representación gráfica de (B-V) con respecto al tiempo— es también variable. Esta información sobre este tipo de estrellas

es muy útil porque es una excelente manera de ver, por ejemplo, durante qué parte de su curva de luz está más caliente. Pueden encontrarse ejemplos similares en otras clases de variables cuya temperatura cambia durante su variación, siendo las novas enanas uno de ellos: entran en estallido debido a que su disco de acreción evoluciona hacia un estado brillante y caliente que temporalmente sobrepasa a la luz procedente de la estrella secundaria, más fría y roja. Existen también algunos otros procesos físicos que pueden causar cambios de color, siendo el oscurecimiento debido a polvo estelar, otro ejemplo. Y es que el polvo dispersa las longitudes de onda de luz más azules fuera de la línea de visión, haciendo que la estrella subyacente aparezca más roja de lo que realmente es. El polvo es una razón por la cual algunas variables de largo período y las estrellas R Coronae Borealis se muestran muy rojas.

De modo que: ¿por qué es todo esto relevante para la fotometría de estrellas variables? Nótese que utilizamos el término “calibrado” varias veces en la exposición anterior. Cuando se crearon los estándares espectrales, se hizo utilizando filtros y equipos bien definidos cuyas propiedades habían sido previamente medidas y estudiadas. Fueron establecidos también de forma que la extinción atmosférica fuera calibrada y suprimida en las medidas. Nuestros filtros, equipamiento y condiciones de observación casi nunca serán iguales a las de los observadores que crearon los estándares espectrales que definieron las distintas propiedades de las estrellas. De esta forma, si obtenemos una “magnitud V” y una “magnitud B” para una estrella sin haber calibrado nuestros filtros y nuestro equipamiento, o sin haber determinado la extinción atmosférica, estas serán diferentes a aquellas que indican los estándares conocidos. Podríamos medir el color (B-V) de una estrella tipo G mencionada anteriormente y determinar que es +0,8 en lugar de +0,7 y que de una estrella tipo A es +0,05 en lugar de 0,0. Ese es el motivo por el que debemos determinar los coeficientes de transformación usando estándares bien definidos: estamos determinando las correcciones que necesitamos aplicar a nuestros datos de manera que nuestras medidas se expresen en el mismo sistema que aquellas realizadas sobre sistemas arbitrarios estándar. De esa forma, nuestras magnitudes pueden ser comparadas más fácilmente con las de los demás. No es que nuestras magnitudes estén “equivocadas”, es que son diferentes. En conclusión, nuestros datos serán mucho más útiles si podemos minimizar las diferencias entre nuestras magnitudes y los estándares. Esa es la razón por la que dedicamos tanto tiempo en pedir a la gente que transforme sus datos.

Consideraciones sobre el tiempo: escalas de tiempo de variabilidad, tiempos de exposición y frecuencias de observación

Si hemos sido observadores de estrellas variables durante un tiempo, probablemente estaremos al tanto de que estrellas diferentes varían de manera diferente. Algunas estrellas pueden variar en escalas temporales de segundos o minutos (como algunas variables cataclísmicas), mientras que otras pueden cambiar en semanas, meses o, incluso, años. Además, ciertas estrellas pueden

combinar varias a la vez. Esto es algo que necesitamos tener en cuenta cuando decidimos de qué manera observar una estrella dada. Si tenemos muchos tipos diferentes de variables en nuestro programa de observación, casi seguro que no utilizaremos el mismo método para cada una. Los tres principales aspectos a tener en cuenta son:

1. Ser capaz de obtener señal útil frente al ruido con un tiempo de exposición menor que la escala de tiempo de la variabilidad.
2. Necesidad de promediar múltiples observaciones de estrellas brillantes en las que el tiempo de integración sea muy corto (diez segundos o menos) debido al centelleo.
3. No observar con demasiada frecuencia una estrella cuya escala de tiempo de variabilidad es muy grande, ni hacerlo con poca frecuencia para una estrella cuya escala de tiempo sea muy pequeña.

El primer punto se refiere, fundamentalmente, a estrellas que sufren rápidas variaciones y son intrínsecamente débiles. El clásico ejemplo de esto es la curva de luz orbital o de las gibas (“superhumps”) de una variable cataclísmica (CV) de período corto. Existe un importante número de CVs cuyos períodos orbitales son de 90 minutos o menos, pero que son también muy débiles. El asunto consiste en determinar cómo equilibrar el requerimiento de la señal-ruido con el requerimiento de que el tiempo de exposición no desvirtúe ninguna variación rápida que pueda ser interesante.

El punto 2 afecta con frecuencia a aquellos observadores que observan estrellas brillantes (más brillantes que la 7^a u 8^a magnitudes) con equipos compuestos por un Schmidt-Cassegrain y una cámara CCD. El centelleo es un cambio rápido en la intensidad de la luz estelar causado por la heterogeneidad de la atmósfera. No hay nada que pueda hacerse para evitarlo, solamente reducir sus efectos. Los remolinos atmosféricos responsables del centelleo tienen una amplia distribución de tamaños, y es peor, en primer lugar, con instrumentos de aberturas pequeñas y, en segundo, en pequeñas escalas temporales. Asumiremos que no es posible incrementar arbitrariamente el tamaño de la abertura, de forma que el único método correctivo que puede utilizarse es realizar múltiples medidas y promediarlas. Se verán errores residuales del orden de unas pocas a bastantes centésimas de magnitud cuando los tiempos de exposición son de diez segundos o menores. Si las estrellas que se están observando varían en escalas de tiempo mucho mayores que el tiempo de exposición (como las Miras y otras gigantes brillantes), entonces deberían tomarse diversas exposiciones, medir las magnitudes y enviarlas promediadas como resultado. El envío de la magnitud de cada toma no sirve a efectos científicos.

Esto nos lleva de forma natural al tercer punto, relativo a la optimización de la cadencia de observación. Diferentes clases de estrellas variables varían en diferentes escalas temporales, de milisegundos a milenios. Nuestras observaciones deberían ser optimizadas según el tipo de variabilidad que se está buscando y deberíamos entender también que algunos tipos de variabilidad podrían superar las capacidades de nuestro instrumental de observación.

Como ejemplo, tomemos el caso de una estrella de variabilidad lenta y que sea brillante. Las brillantes estrellas de tipo Mira, en el programa de la AAVSO, son un buen ejemplo. Prácticamente todas las estrellas de este tipo bien observadas en los archivos de la AAVSO son fácilmente medibles por observadores CCD (con filtros) a lo largo de casi todo el rango de variación; hay cientos de Miras que pasan la mayoría del tiempo en magnitudes más brillantes que $V=14-15$. La cuestión que se suscita entonces es: ¿cuán a menudo observarlas? La recomendación más sencilla que damos a los observadores visuales (no más de una vez cada 1 ó 2 semanas) es igualmente válida para los observadores CCD. Una respuesta un poco más sofisticada sería tomar algunos grupos de observaciones (3 ó 4 exposiciones en cada uno de los filtros) en una sola noche y después promediar las magnitudes resultantes en cada filtro. Se enviarían después los promedios en lugar de las magnitudes individuales y se remitirían como grupos de magnitudes, de forma que un investigador tendría no solo magnitudes sino también índices de color. La frecuencia, por tanto, depende de la estrella, pero de manera general para estrellas periódicas, es apropiado realizar entre 20 y 50 observaciones igualmente espaciadas a través del período de variación de la estrella. Si el período es 500 días esto significa una noche cada diez días como mucho. Si el período es 100 días, una noche cada dos días (y realmente no debería ser nunca más de una cada 4 ó 5 días).

Algunos observadores no hacen esto y existen algunos ejemplos llamativos en la Base de Datos Internacional de la AAVSO en los que ciertos observadores estuvieron realizando intensivas series temporales de una Mira como si fuera una variable rápida. Esos datos no son técnicamente erróneos, pero suponen un esfuerzo extra innecesario, y en su mayor parte no son útiles a los investigadores. La única utilización posible de esos datos sería la búsqueda de variaciones rápidas, que no son típicas de estas estrellas, que podrían ser causadas por procesos físicos de acreción en una compañera no observada.

Usualmente podemos llevar a cabo una contribución mucho más útil si tomamos algunos conjuntos de observaciones de una estrella y, posteriormente, obtenemos conjuntos similares de otras estrellas diferentes. Existe una gran cantidad de variables que necesitan ser observadas y un observador CCD consciente de lo que hace puede, potencialmente, crear conjuntos de datos fantásticamente útiles de muchas estrellas.

En ocasiones, podemos encontrar el caso exactamente opuesto (observar un objeto débil que varía rápidamente y necesitar largos tiempos de exposición, a menos que se disponga de un telescopio

enorme). Como ejemplo de este caso, veamos las observaciones de una sola noche de la eclipsante polar CSS 081231:071126+440405 por el observador de la AAVSO Arto Oksanen:

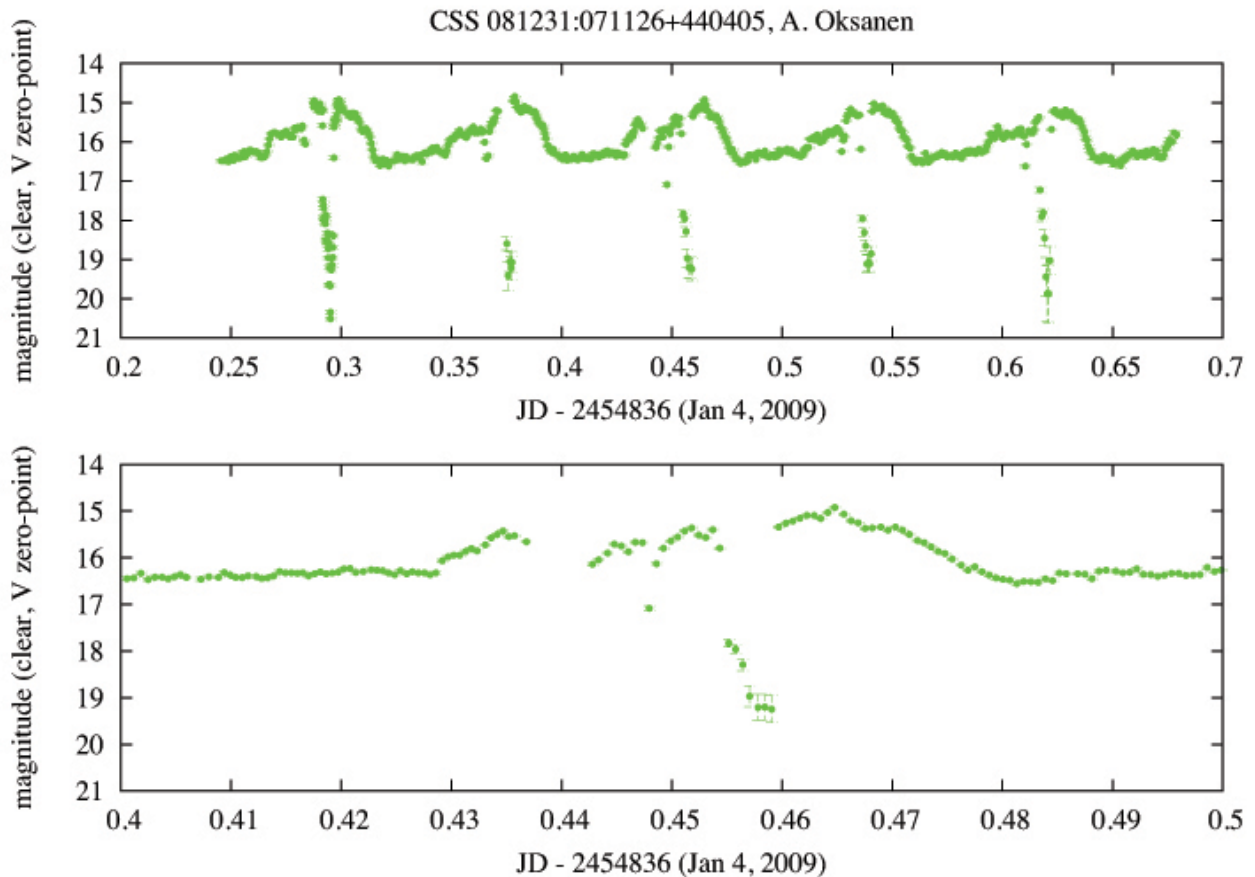


Figura 7.1 – Series temporales sin filtro de una variable cataclísmica eclipsante tipo AM Herculis. Nótese que las barras de error son muy pequeñas y nótese también el número de observaciones realizadas. La cadencia de observación es de aproximadamente una observación por minuto, incluyendo tanto tiempo de exposición como tiempo de lectura.

Esos datos fueron obtenidos utilizando un telescopio de 0,4 metros sin filtro. Cuando la estrella está entre la 15 y la 17 magnitud, los errores fotométricos están alrededor de 0,015 a 0,02 magnitudes, que está muy por debajo de la amplitud total. Igualmente importante es que la cadencia observacional está alrededor de una observación por minuto. El período orbital de la estrella es solo ligeramente superior a 117 minutos, por lo que la cadencia proporciona una amplia cobertura del ciclo orbital. El resultado es que la mayoría de las variaciones orbitales de esta estrella están correctamente medidas, y como consecuencia la curva de luz resultante tiene un aspecto inmejorable.

El único momento en que empieza a haber algún pequeño problema es durante el extremadamente corto y profundo eclipse, cuando la magnitud de la estrella baja de la magnitud 20. En primer lugar, el inicio del eclipse es extremadamente marcado (dura solo unos pocos segundos) de manera que no es posible resolverlo con una cadencia de observación de 1 minuto. Segundo, el eclipse es muy

profundo (más de tres magnitudes) así que causa el problema añadido de perder señal-ruido. Los errores en las magnitudes del eclipse se acercan a 0,3 magnitudes, más de diez veces superiores que durante la parte brillante del ciclo orbital.

En este caso, realmente no hay nada que pueda hacerse para mejorar tanto la resolución temporal como la relación señal-ruido durante el eclipse, ya que estamos limitados por la abertura del telescopio y el número de fotones detectados, y no hay razón astrofísica tanto para acortar como para alargar los tiempos de exposición. Un acortamiento de las exposiciones para mejorar la resolución temporal resultaría en una fotometría demasiado ruidosa como para ser útil, mientras que exposiciones más largas desvirtuarían el eclipse, dejando solo algunos puntos con información útil durante el evento interesante. Este es un caso extremo, pero el número de estrellas débiles e interesantes como esta va a aumentar continuamente a medida que rastreos (“surveys”) a gran escala, como el LSST, comiencen a encontrar nuevas estrellas. Para el caso más general donde podría haber varias opciones, simplemente debemos estar atentos al tipo de variabilidad que podríamos estar observando y pensar por adelantado cuáles deberían ser los tiempos de exposición.

Éste es también un buen ejemplo para afrontar la cuestión de si es preferible observar sin filtro. Aunque ya se abordó el tema de los filtros anteriormente, debemos volver a tratarlo en este momento ya que todos los filtros reducen la señal total y, en consecuencia, tienen impacto en los tiempos de exposición y en la relación señal-ruido; algunos filtros pueden reducir tanto la señal que hagan imposible realizar observaciones útiles con un equipo determinado. Existen dos principios que debemos recordar sobre este particular:

- 1.) Si el objeto de estudio es brillante y se puede obtener una buena relación señal-ruido con un tiempo de exposición adecuado, siempre deberían utilizarse filtros. (Nótese que “buena” será definida por los objetivos de nuestra observación, pero >20 es un valor razonable.)
- 2.) Si el objeto de estudio posee colores rojos intensos, deberían utilizarse filtros a menos que exista alguna razón más importante por la que la fotometría sin filtro sea útil (por ejemplo, la búsqueda de fenómenos transitorios y remanentes de explosiones de rayos gamma). Si no puede utilizarse el filtro en un objeto rojizo conocido, es mejor observar un objeto diferente.

En este caso, el objeto es a veces muy débil (con eclipses que superan la magnitud 20), así que serán necesarios tiempos de exposición largos. Las variaciones son también relativamente rápidas, de manera que usaremos exposiciones tan cortas como sea posible. Pero la razón más importante por la que podemos abstenernos de utilizar filtro es que esta estrella es muy azulada, como la gran mayoría de las variables cataclísmicas. Si obtuviéramos el espectro de esta estrella veríamos que el continuo es relativamente plano y no cambia demasiado con la longitud de onda. En este caso, las variaciones en banda ancha se ajustan razonablemente bien a las variaciones medidas a través de filtros y las observaciones sin filtro son una solución válida que permite obtener una relación

señal-ruido ligeramente mayor y/o tiempos de exposición más cortos a expensas de la información espectral que, en este caso, no es tan importante como la otra información obtenida.

Excepciones

Cada regla tiene excepciones y lo mismo ocurre con las indicaciones dadas anteriormente para la frecuencia y los tiempos de exposición. El aspecto más importante que debemos recordar de lo anterior es que los tiempos de exposición deben ser suficientes para detectar el comportamiento que se está buscando y la cadencia observacional debe ajustarse a las escalas temporales que queremos cubrir. Podría haber proyectos de observación que buscasen un comportamiento diferente de la que se espera normalmente para una clase determinada de estrella variable. Un ejemplo podría ser el descubrimiento del tránsito de un planeta extrasolar en una variable de período largo como una gigante de clase M o K.

Podría observarse una estrella así una vez cada varios días, pero un tránsito puede variar en escalas temporales de minutos u horas. Deben realizarse observaciones con una frecuencia mucho más rápida. En general, casos como éste, son poco frecuentes y usualmente suceden cuando una estrella ya es conocida por ser, de algún modo, especial (por ejemplo una variable Mira en un sistema simbiótico). Uno puede, por tanto, obtener datos con mayor frecuencia con el fin de explorar fenómenos interesantes, pero hay que tener en cuenta que esa información raramente será utilizada tal cual. Cada observador debería examinar con detenimiento los datos obtenidos en períodos de observación muy cortos, promediarlos y enviar los datos promediados a los archivos de la AAVSO en vez de las medidas individuales.

Una precaución más sobre las estrellas Mira: no realicemos observaciones sin filtro de ellas, así como de semirregulares u otras variables rojas, en general. Observaciones sin filtros son adecuadas, únicamente, para estrellas “azules” (con B-V en torno a 0,0). Para variables rojas nuestra CCD es probablemente más sensible en el infrarrojo cercano, y las estrellas rojas serán mucho más brillantes de lo que podría esperarse. Probablemente podrán encontrarse ocasionalmente ejemplos de alguien reportando magnitudes “CV” para una estrella Mira o semirregular que son dos o tres magnitudes más brillantes que los datos obtenidos visualmente o con CCD y filtro. Tales observaciones son, en realidad, erróneas puesto que el paso de banda “CV” es muy engañoso para los investigadores. Podríamos estar tentados de observar estrellas Mira muy débiles sin filtro con el objeto de proporcionar datos en su mínimo, pero las propiedades espectrales de tales datos están tan pobremente ajustadas que no proporcionarán información útil a los investigadores y podrían, por el contrario, causar más confusión que otra cosa. Si no se dispone de filtros para la cámara CCD, deberían evitarse prácticamente todos los tipos de variables rojas, y restringir el trabajo principalmente a variables cataclísmicas. Una vez más podemos encontrar excepciones como fenómenos transitorios muy débiles tales como explosiones de rayos gamma.

Apéndice A: ¿Qué es la luz estelar?

Hay mucha más información en la luz estelar más allá de cuánta se capta y en qué momento la medimos. Pedimos a los observadores CCD, y a otros observadores instrumentales, usar filtros estándar cuando llevan a cabo fotometría, ya que nos permiten medir tanto la cantidad de luz recibida como su distribución espectral. La propiedad física clave de la luz que es relevante aquí es la longitud de onda. La luz está compuesta de fotones, que son pequeños paquetes de campo eléctrico y magnético que viajan por el espacio a la misma velocidad (la velocidad de la luz). Estos se comportan como partículas y como ondas y, desde el momento en que son ondas, tienen una longitud de onda característica.

En el rango óptico, los distintos colores que vemos corresponden a luz de distintas longitudes de onda. La luz roja tiene longitudes de onda más largas que la amarilla, la cual tiene longitudes de onda más largas a su vez que la luz azul y violeta. Los diferentes colores de la luz observados juntos se denominan espectro. El espectro visual está compuesto básicamente de toda aquella luz con longitudes de onda entre 300 y 700 nanómetros, desde el violeta hasta el rojo. Hay también más luz, más allá de ese rango. Más allá del violeta hacia las longitudes de onda más cortas se extienden las regiones ultravioleta, rayos-X y rayos gamma del espectro electromagnético. Más allá del rojo, hacia longitudes de onda más largas, se extienden las regiones del infrarrojo, microondas y radio. Solamente de este modo definimos el espectro visible ya que ésta es la forma en que el ojo humano es capaz de ver, nuestros ojos no son lo suficientemente sensibles a la luz fuera de ese rango. La mayoría de estrellas normales emiten la mayor parte de su luz en el óptico y en el infrarrojo, y nuestro Sol irradia su mayor cantidad de luz alrededor de los 500 nanómetros, luz que aparece como verde a nuestros ojos.

Una magnitud física asociada a cada fotón es su energía, que está asimismo en función de la longitud de onda. De forma específica, la energía transportada por un fotón es inversamente proporcional a la longitud de onda:

$$E = hc/\lambda$$

Donde h es la constante de Planck, c es la velocidad de la luz, y λ es la longitud de onda. Nótese la relación inversa con la longitud de onda: los fotones “azules”, de longitud de onda más corta, tienen más energía que los fotones “amarillos” de longitud de onda más larga, los cuales a su vez tienen más energía que los fotones “rojos”, de longitud de onda aún más larga. Las longitudes de onda de la luz que emiten las fuentes astrofísicas están relacionadas con la densidad de energía total del sistema que lleva a cabo la emisión. Una estrella relativamente fría dudosamente va a emitir radiación de alta energía, *a menos que haya fuentes energéticas particulares dentro del sistema*. A la inversa, una estrella caliente puede que emita radiación de alta energía, pero *también emite fotones de energía más baja* (se puede leer más sobre esto en el Apéndice B).

Hay otra propiedad de la luz en la que no entraremos en detalle en esta guía, que es la polarización. Los fotones son paquetes de radiación electromagnética, donde cada partícula consiste en un campo eléctrico y magnético oscilante. Se puede asumir que todos los fotones recibidos de una misma fuente viajan en paralelo cuando alcanzan nuestro detector, pero los ejes de oscilación de cada fotón pueden ser distintos. Los campos pueden oscilar en una única dirección perpendicular a la dirección del desplazamiento, pero con orientación aleatoria, o pueden tener una componente circular en la oscilación (es decir, el fotón está polarizado elíptica o circularmente). Si la fuente emisora está polarizada, o si la luz pasa a través de un medio polarizador (como una nube de polvo), habrá una orientación preferente de la mayoría de los fotones que vemos. La luz polarizada circularmente por su parte puede ser creada en entornos o procesos físicos con potentes campos magnéticos.

La polarización puede ser medida con filtros especiales, pero es un proceso que demanda mucho tiempo. No la vamos a discutir más en profundidad, pero tengamos en cuenta que es otra propiedad fundamental de la luz que observamos.

El apéndice B contiene una breve discusión de los procesos radiativos comunes en la astronomía estelar y cómo pueden ser descritos o examinados usando la fotometría.

Apéndice B: Por qué y cómo emiten radiación las estrellas

La cantidad de luz generada por un objeto como una estrella y su espectro dependen de las propiedades físicas de la fuente emisora. El espectro de la luz de una estrella es generalmente muy complejo cuando lo examinamos minuciosamente, pero la física que lo explica puede resumirse en dos procesos: la emisión del espectro continuo y las líneas de emisión y absorción.

La emisión del espectro continuo consiste en cualquier proceso físico que emite fotones en un amplio abanico de diferentes longitudes de onda. Como ejemplo podemos imaginarnos la banda de luz que se ve al observar la luz del día a través de un prisma: se ven varias bandas de colores (rojo, naranja, amarillo, azul, añil y violeta). Todos estos colores están siempre presentes a la vez en la luz del Sol, pero no se aprecian por separado, sencillamente el Sol se ve blanco.

Radiación del cuerpo negro

Una clase especial de emisión del espectro continuo es la radiación de un cuerpo negro, que es emitida por todo objeto — cualquier objeto — cuya temperatura esté por encima del cero absoluto. La cantidad de luz y la distribución de las longitudes de onda de los fotones en el espectro del cuerpo negro dependen de un parámetro: su temperatura. Los puntos fundamentales que deberemos recordar son que si una estrella es más caliente que otra emitirá más cantidad de luz, por un lado, y el espectro de la luz que emite mostrará más luz en longitudes de onda más cortas, por otro. Si dos estrellas tienen el mismo tamaño y están a la misma distancia de nosotros, pero una está a 10.000 K y la otra a 5.000 K, la más caliente será más brillante (más luz) y más azul (mayor emisión a longitudes de onda más cortas). Así, se puede usar la luz de una estrella para medir su temperatura sin tocarla (¡buen truco!). Las ecuaciones que describen la radiación de un cuerpo negro fueron descubiertas por Max Planck a comienzos del siglo XX y, por ello, a menudo se llama radiación de Planck a la radiación del cuerpo negro.

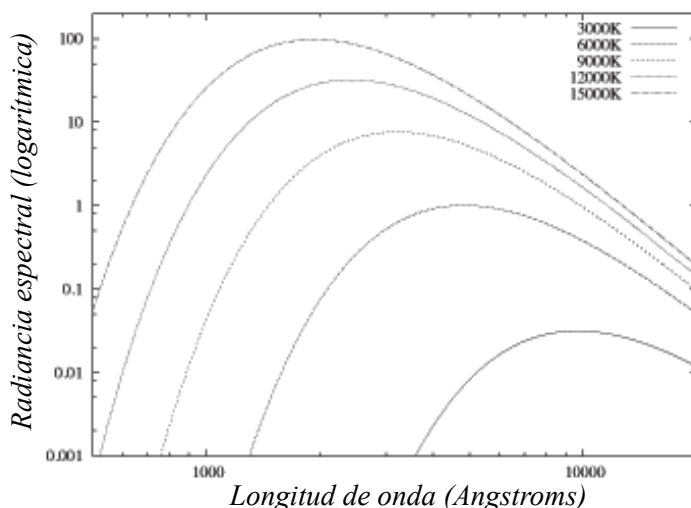


Figura B.1 – Espectro en escala logarítmica de un cuerpo negro centrado en la radiancia espectral máxima de un cuerpo negro a 6.000 Kelvin. La temperatura efectiva del Sol es aproximadamente 5.774 Kelvin. La de una estrella del tipo A0 es de unos 10.000 Kelvin, mientras que la de una estrella de tipo M es bastante inferior a 4.000 Kelvin. Compárense los pasos de banda de los filtros de la figura 3.1 con las curvas que se muestran aquí.

Hay algunos conceptos relativos a la radiación de un cuerpo negro que son muy útiles en la astrofísica estelar. En primer lugar, la ley de Wien consiste en una ecuación simple que nos da la longitud de onda a la que la estrella emite más luz (esto es, el máximo del espectro del cuerpo negro).

$$\lambda_{max} = b/T$$

donde λ es la longitud de onda, T es la temperatura del cuerpo negro y b es una constante (llamada *constante de desplazamiento de Wien*). Se puede deducir a partir de la ecuación del cuerpo negro determinando dónde está el máximo de la curva: se calcula la temperatura y la longitud de onda en las que la derivada es cero. Esta es una ecuación muy útil, ya que nos permite estimar aproximadamente la temperatura de cualquier objeto parecido a un cuerpo negro sencillamente midiendo dónde está el máximo en su espectro. Muchas estrellas se comportan de modo tan parecido a un cuerpo negro que esta medición es muy simple; sin embargo falla en estrellas que muestran una absorción atómica o molecular tan intensa que sus espectros apenas coinciden con el de un cuerpo negro. (Esto sucede a menudo con las estrellas de tipo M cuyos espectros de todos modos tienen el máximo en el infrarrojo cercano).

Otra fórmula es la de la ley de Stefan-Boltzmann, que nos proporciona una relación simple entre el flujo superficial de energía por unidad de área y la temperatura de un cuerpo negro:

$$f_{bol} = \sigma T^4$$

donde f_{bol} es el flujo total de energía por unidad de área, T es la temperatura y σ una constante (la constante de Stefan-Boltzmann). Cuanto más caliente es un cuerpo negro, más energía emite. De nuevo, esto nos lleva a otra aplicación interesante en astrofísica. Se podrá calcular la temperatura efectiva de una estrella por varios métodos (fotométricos o espectroscópicos). La luminosidad total (la luz emitida en todas direcciones) de un cuerpo negro es sencillamente esta cantidad f_{bol} multiplicada por la superficie total $4\pi R^2$. Combinando ambas, se obtiene la interesante ecuación

$$L_{bol} = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Hay aquí algunas cantidades potencialmente interesantes como la luminosidad (que puede ser ligada a la distancia a la estrella) y el radio de la estrella. Desde el punto de vista astrofísico esto es importante; la luminosidad de una estrella es proporcional a su temperatura efectiva y a su radio. Las clases espectrales también incluyen *clases de luminosidad desde enanas a supergigantes*. Una estrella puede tener una temperatura efectiva de 4.000 K, pero habrá una enorme diferencia en luminosidad dependiendo de si su radio es el de una enana o el de una supergigante.

Líneas de emisión y de absorción

En el segundo proceso, las líneas de emisión y absorción son causadas por el mismo proceso físico, la absorción y emisión de fotones individuales realizada por los átomos. Los átomos están formados por un núcleo (protones y neutrones) rodeado de electrones en órbitas muy específicas. Las órbitas de esos electrones corresponden a niveles concretos de energía. Si un electrón pasa de un nivel elevado a otro más bajo, liberará la energía diferencial resultante en forma de un fotón con esa energía. Como cada longitud de onda se corresponde con una energía concreta, estas transiciones de electrones se corresponderán con luz de longitudes de onda específicas. Estas longitudes de onda —o combinaciones de longitudes de onda— son únicas para cada tipo de átomo. Si tenemos una muestra de gas de hidrógeno y la excitamos (por ejemplo en un tubo fluorescente), emitirá luz en varias longitudes de onda concretas correspondientes a los niveles de energía de los electrones de un átomo de hidrógeno. Del mismo modo, de una muestra de gas de nitrógeno, sodio o neón (habituales en los tubos fluorescentes), se producirán espectros diferentes (por ello los anuncios de neón son de colores diferentes — se usan diferentes gases).

Lo contrario de emisión es absorción: si tenemos un fotón con la longitud de onda exacta para excitar un átomo que tiene una transición permitida entre niveles electrónicos con la energía correspondiente, el átomo absorberá el fotón. Si tenemos una fuente de emisión de un espectro continuo (como la fotosfera de una estrella) junto a algún gas que pueda absorber energía (como el hidrógeno, el calcio, el hierro u otros elementos presentes en la atmósfera estelar) el espectro de la estrella aparecerá como el de un cuerpo negro con algunas líneas debilitadas o ausentes. Así que cuando se obtiene el espectro de una estrella, se observará un espectro continuo con bandas oscuras que aparecerán a lo largo del eje de dispersión. La cantidad de absorción observada depende de muchos factores diferentes incluyendo las abundancias de las diferentes especies de átomos y moléculas y también de la temperatura de la estrella. Las estrellas de tipo A, por ejemplo, se caracterizan por tener las bandas de absorción de hidrógeno muy marcadas en sus espectros. Otro ejemplo: la absorción molecular se da en las estrellas frías de tipo M, y la clase de absorción observada depende de la riqueza en oxígeno y carbono de la estrella.

El estudio de la astrofísica de la radiación y de la transferencia radiativa es muy rico. Gran parte de lo que hemos descrito arriba fue ya expuesto por el físico del siglo XIX Gustav Kirchhoff antes de la llegada de la época dorada de la mecánica cuántica, y se puede resumir con las tres leyes de la radiación de Kirchhoff:

- 1.) Los objetos sólidos (u ópticamente densos) y calientes emiten un espectro continuo.
- 2.) Un gas caliente y ópticamente delgado emite luz con longitudes de onda discretas y características de la composición química del gas.
- 3.) Un espectro continuo que atraviese un gas frío y ópticamente delgado mostrará líneas de absorción características de la composición química del gas (y con idénticas longitudes de onda que las líneas de emisión que aparecerían si el gas estuviera caliente).

Kirchhoff escribió estas reglas en el siglo XIX, antes de que la física atómica y la mecánica cuántica fueran entendidas. Pero en muchos casos de interés de la astronomía de estrellas variables estas reglas describen ampliamente todo lo que se puede ver. Y los modelos matemáticos de la creación y propagación de la luz en un sistema físico están enraizados en las leyes de Kirchhoff.

No cubriremos en este manual el análisis espectral, pero es posible usar la observación y la medición de la intensidad de las líneas espectrales en una estrella para averiguar de qué está compuesta. La medida de las líneas atómicas en el laboratorio fue y aún es un campo fundamental en la astrofísica. Las líneas de emisión y de absorción cambiarán su apariencia en modos muy complejos que dependen de las abundancias relativas en el plasma, la temperatura (y la distribución de temperaturas cuando se mira a través de un gas delgado) y la presión. Algunas líneas y grupos de líneas son tan intensos y prominentes que sirven para aproximar la “abundancia de metales” en general (es decir, la abundancia de todo, excepto el hidrógeno y el helio). En algunos casos, pueden ser tan intensas que incluso pueden detectarse en la luz de banda ancha y, por tanto, pueden ser detectadas mediante fotometría con filtros en lugar de usar espectroscopia.

Otros procesos

Hay otras fuentes de radiación, incluyendo campos magnéticos (especialmente importantes en estrellas activas que generan rayos X), reacciones nucleares y desintegración radioactiva (que alimenta el interior de las estrellas y es también responsable de la energía que producen las supernovas y la evolución de su luz). Muchas estrellas variables tendrán fuentes múltiples de radiación y absorción. Por ejemplo, las estrellas UV Ceti son enanas jóvenes de poca masa y tipo M, normalmente muy frías. Estos objetos por lo general brillan muy débilmente ya que sus bajas temperaturas implican que radian una cantidad relativamente pequeña de luz, sobre todo en el rojo y en el infrarrojo. Sin embargo, también pueden emitir enormes cantidades de luz en azul, ultravioleta y rayos X, e incluso rayos gamma en estallidos muy breves, debidos a procesos de reconexión magnética en sus atmósferas y que son análogos a los que ocurren en nuestro propio Sol. Estas estrellas normalmente brillan muy poco en el azul, así que cuando producen grandes destellos, éstos muestran una enorme amplitud en luz azul, pero relativamente poca en el rojo. Un destello brillante puede tener una amplitud en la banda B de tres o cuatro magnitudes, pero mucho menos de una magnitud en las bandas R o I.

La física de la radiación es uno de los primeros cursos que un estudiante de astronomía recibirá y, aunque no es requisito para ser un astrónomo observacional, el conocimiento de los procesos radiativos puede proporcionar una mejor comprensión de lo que se está observando. Un libro especialmente útil sobre el tema es *Radiative Processes in Astrophysics*, de George Rybicki y Alan Lightman. Como referencia detallada para las líneas espectrales y los espectros estelares es recomendable *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, de David Gray.

Apéndice C: Envío de observaciones a la AAVSO

El envío de observaciones a la AAVSO (habiéndose obtenido visualmente, usando una CCD, un fotómetro fotoeléctrico, una cámara DSLR o por cualquier otro método) se realiza mediante la herramienta en línea WebObs (<http://www.aavso.org/webobs>).

Se debe elegir si se quiere enviar las observaciones individualmente (“Submit observations individually”) o todas juntas en un archivo (“Upload a file of observations”). Si se tiene un número reducido de observaciones, la opción individual puede ser más sencilla. Por otro lado, si se envía un gran número de observaciones CCD (bien de muchas estrellas diferentes o bien una serie de una estrella), será mejor crear un archivo en el formato de AAVSO, “AAVSO Extended file format”. Afortunadamente, en la actualidad muchos programas informáticos incluyen la opción de exportar los resultados en el formato de AAVSO. Así, simplemente habrá que subir los resultados mediante WebObs. Sin embargo, en caso de tener que crear o modificar los resultados, es esencial utilizar el formato presentado en este apéndice. Incluso si se envían observaciones individuales, servirán de mucha ayuda las descripciones de los diferentes campos en la sección “Data”.

Información general

El archivo “Extended format” debe ser del tipo de texto simple (ASCII). No distingue las mayúsculas. Se divide en dos partes: parámetros (“Parameters”, información del encabezado) y datos (“Data”).

Parámetros

Los parámetros se especifican en el encabezado del archivo y se usan para describir los datos que hay a continuación. Los parámetros deben empezar con el signo almohadilla (#) al comienzo de la línea. Hay seis parámetros específicos que AAVSO requiere que sean incluidos en el encabezado. Se pueden añadir también comentarios personales siempre que sean precedidos del signo almohadilla (#). El programa ignorará estos comentarios y no serán subidos a la base de datos. Sin embargo, se mantendrán cuando el fichero completo se guarde en los archivos permanentes de AAVSO.

Los seis parámetros requeridos son:

```
#TYPE=Extended  
#OBSCODE=  
#SOFTWARE=  
#DELIM=  
#DATE=  
#OBSTYPE=
```

A continuación la explicación de cada uno de ellos:

- **TYPE:** Debe decir siempre “Extended” para este formato.
- **OBSCODE:** El código oficial del observador que la AAVSO previamente le haya asignado.
- **SOFTWARE:** Nombre y versión del programa utilizado para crear el formato. Si es un programa privado, hay que añadir alguna descripción. Por ejemplo: “#SOFTWARE=AIP4Win Version 2.2”. Tiene un límite de treinta caracteres.
- **DELIM:** El delimitador usado para separar los campos en el archivo. Cualquier carácter ASCII o número UNICODE que corresponda a los códigos ASCII del 32 al 126 es válido siempre que no sea usado en ningún campo. Delimitadores sugeridos: coma (,), punto y coma (;), signo de exclamación (!) y barra vertical o tubería (|). El único símbolo que no puede utilizarse es la almohadilla (#) y el “ ” (espacio). Si se quiere usar el tabulador, se debe escribir la palabra “tab” en lugar de usar la tecla tabulador (tab). *Nota:* los usuarios de Excel que quieran usar una coma deberán escribir la palabra “comma” en lugar de “,”. Si no, Excel exportará el campo de modo incorrecto.
- **DATE:** El formato de la fecha usado. Las horas corresponderán al punto medio de la observación. Se convertirán todas las horas desde UT a los siguientes formatos:
 - JD: Fecha juliana (Ej.: 2454101.7563)
 - HJD: Fecha juliana heliocéntrica
 - EXCEL: El formato creado por la función NOW() de Excel (ej.: 12/31/2007 12:59:59 a.m.)
- **OBSTYPE:** El tipo de observación del archivo. Puede ser CCD, DSLR, PEP (fotometría fotoeléctrica) o VISDIG (observaciones VISuales a partir de imágenes DIGitales). Si no se especifica, se asume CCD.

Los parámetros OBSCODE y DATE se pueden incluir también en cualquier otro sitio en los datos. Nuestro programa de procesamiento de datos leerá estos parámetros y esperará que los datos se refieran a ellos. (Por ejemplo, se podría añadir al archivo “#OBSCODE=TST01” y las siguientes observaciones se atribuirán al observador TST01).

Si se quiere incluir una línea en blanco entre los parámetros y los datos hay que asegurarse de escribir el signo almohadilla (#) para que la línea quede excluida. WebObs no aceptará un archivo con líneas en blanco que no lleven el signo almohadilla para poder excluirlas.

Datos

Tras los parámetros vienen las observaciones de las estrellas variables. Deberá haber una observación por línea y los campos deberán ir separados por el mismo carácter definido en el campo DELIM. Si

no se tienen datos para alguno de los campos opcionales hay que escribir “na” (“not applicable”) como texto de relleno. La lista de los campos es:

- **STARID**: El identificador de la estrella. Puede ser la designación AAVSO, el nombre AAVSO o el identificador único de AAVSO (AUID, AAVSO Unique Identifier), pero solo uno de ellos (limitado a 25 caracteres).
- **DATE**: Fecha y hora de la observación en el formato especificado en el parámetro DATE. AAVSO requiere que se refiera al punto medio del tiempo de exposición. Si se combinan imágenes se complica más, así que hay que añadir una nota en el campo NOTES explicando cómo se ha calculado la hora.
- **MAGNITUDE**: Magnitud observada. Anteponer el signo “<” para significar “menos brillante que.” Hay que usar el punto decimal (ej.: escribir “9.0” y no “9”).
- **MAGERR**: Error asociado a la magnitud fotométrica de la estrella variable. Si no se tiene el dato, escribir “na”.
- **FILTER**: Filtro usado en la observación. Puede ser una de las siguientes letras (en negrita):
 - **U**: Johnson U
 - **B**: Johnson B
 - **V**: Johnson V
 - **R**: Cousins R (o Rc)
 - **I**: Cousins I (o Ic)
 - **J**: NIR 1,2 micras
 - **H**: NIR 1,6 micras
 - **K**: NIR 2,2 micras
 - **TG**: Filtro verde (o Tri-color verde). Comúnmente llamado “green-channel” (canal verde) en las cámaras DSLR y CCD en color. Estas observaciones usan magnitudes en la banda V para la estrella de comparación.
 - **TB**: Filtro azul (o Tri-color azul). Comúnmente llamado “blue-channel” (canal azul) en las cámaras DSLR y CCD en color. Estas observaciones usan magnitudes en la banda B para la estrella de comparación.
 - **TR**: Filtro rojo (o Tri-color rojo). Comúnmente llamado “red-channel” (canal rojo) en las cámaras DSLR y CCD en color. Estas observaciones usan magnitudes en la banda R para la estrella de comparación.
 - **CV**: Claro (“clear”) o sin filtro (“unfiltered”) usando magnitudes en la banda V para la estrella de comparación (es más habitual que el CR).
 - **CR**: Claro (“clear”) o sin filtro (“unfiltered”) usando magnitudes en la banda R para la estrella de comparación.
 - **SZ**: Sloan z
 - **SU**: Sloan u
 - **SG**: Sloan g

- **SR**: Sloan r
- **SI**: Sloan i
- **STU**: Stromgren u
- **STV**: Stromgren v
- **STB**: Stromgren b
- **STY**: Stromgren y
- **STHBW**: Stromgren Hbw
- **STHBN**: Stromgren Hbn
- **MA**: Optec Wing A
- **MB**: Optec Wing B
- **MI**: Optec Wing C

Nota: Hay algunos otros filtros (raramente usados pero válidos) que pueden ser especificados. Si se usa un filtro que no esté en esta lista, por favor contactar con AAVSO con tanta información como sea posible sobre el filtro usado y desde ahí se sugerirá cómo especificarlo.

- **TRANS**: YES si la medida se ha transformado usando las estrellas Landolt estándar. Si no, se escribe NO. Ver el capítulo 6 para más información.
- **MTYPE**: Tipo de magnitud. STD si se ha estandarizado usando las magnitudes publicadas de las estrellas de comparación o DIF si es diferencial (poco habitual). Diferencial significa que no se han usado las magnitudes publicadas de las estrellas de comparación y solo se escriben las magnitudes diferenciales. DIF implica el uso de CNAME. Nótese que el uso de la palabra diferencial (“differential”) en este caso no es lo mismo que decir que se está haciendo fotometría diferencial (“differential photometry”).
- **CNAME**: Nombre o etiqueta de la estrella de comparación (“comp star”) como la de la carta estelar (AAVSO chart) o el AUID de la estrella de comparación. Si no se tiene, hay que usar “na” (limitado a 20 caracteres).
- **CMAG**: Magnitud instrumental de la estrella de comparación. Si no se escribe, hay que usar “na”.
- **KNAME**: Nombre o etiqueta de la estrella de verificación (“check star”) como la de la carta estelar (AAVSO chart) o el AUID de la estrella de comparación. Si no se tiene, hay que usar “na” (limitado a 20 caracteres).
- **KMAG**: Magnitud instrumental de la estrella de verificación. Si no se escribe, hay que usar “na”.
- **AIRMASS**: Masa de aire de la observación. Si no se escribe, hay que usar “na”.
- **GROUP**: Identificador de grupo (máximo 5 caracteres). Se usa para agrupar observaciones múltiples — habitualmente un conjunto de observaciones que fueron hechas con varios filtros diferentes. Facilita recuperar todas las magnitudes de un conjunto dado en la base de datos en caso de que el investigador quisiera calcular con ellas índices de color como (B-V). Si se están haciendo simplemente series temporales o se está usando el mismo filtro

para estrellas múltiples, etc., hay que escribir “na” en GROUP. Para los casos en los que se quieran agrupar las observaciones, GROUP debe ser un número entero idéntico para todas las observaciones del grupo, y único para un observador, una estrella y una fecha juliana dados.

- **CHART:** Hay que usar el ID de la secuencia que se encuentra al final de la tabla fotométrica. Si se usa una secuencia que no es de AAVSO, hay que describirla lo más claramente posible (limitado a 20 caracteres).
- **NOTES:** Comentarios o notas relativos a la observación. Este campo tiene una longitud máxima de 100 caracteres. Si no hay comentarios hay que escribir “na”.

Ejemplos

He aquí un ejemplo simple con estrellas múltiples (¡los datos usados no son necesariamente reales!):

```
#TYPE=EXTENDED
#OBSCODE=TST01
#SOFTWARE=MAXIM DL 6.0
#DELIM=,
#DATE=JD
#OBSTYPE=CCD
#NAME,DATE,MAG,MERR,FILT,TRANS,MTYPE,CNAME,CMAG,KNAME,KMAG,AMASS,GROUP,CHART,NOTES
SS CYG,2450702.1234,8.235,0.003,V,NO,STD,105,10.593,110,11.090,1.561,na,13577KCZ,outburst
V1668 CYG,2450702.1254,18.135,0.0180,V,NO,STD,105,10.594,110,10.994,1.563,na,3577KCZ,na
WY CYG,2450702.1274,14.258,0.004,V,NO,STD,105,10.594,110,10.896,1.564,na,13577KCZ,na
SS CYG,2450722.1294,10.935,0.006,V,NO,STD,105,10.592,110,10.793,1.567,na,13577KCZ,na
```

Nótese la línea #NAME, DATE... en el formato explicado arriba. Como va precedida con el signo #, será ignorada por nuestro programa. Hágase esto libremente si así se facilita la escritura y la lectura en este formato. (Nota del traductor: en los reportes, para las magnitudes y fechas julianas se utiliza el punto como separador de decimales siguiendo la notación inglesa).

Este formato también permite la fotometría de conjunto (“ensemble photometry”). Es necesario elegir una estrella (la estrella de verificación o “check star”) además de la estrella objeto de la medición que se está realizando (“target star”). La estrella de verificación no deberá estar incluida en el conjunto de las estrellas de comparación. La magnitud calculada para esta estrella deberá escribirse en el campo KMAG, de modo que si la magnitud real de la estrella de verificación resulta ser diferente en una fecha posterior, se podrá añadir una cantidad de compensación (“zero point offset”) al valor resultante de la fotometría de conjunto. Si se emplea la fotometría de conjunto, en el campo CNAME se escribirá ENSEMBLE y en el CMAG “na”, como se muestra abajo.

```

#TYPE=EXTENDED
#OBSCODE=TST01
#SOFTWARE=IRAF 12.4
#DELIM=,
#DATE=JD
#NAME,DATE,MAG,MERR,FILT,TRANS,MTYPE,CNAME,CMAG,KNAME,KMAG,AMASS,GROUP,CHART,NOTES
SS CYG,2450702.1234,11.235,0.003,B,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.593,1.561,1,070613,na
SS CYG,2450702.1254,11.135,0.003,V,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.492,1.563,1,070613,na
SS CYG,2450702.1274,11.035,0.003,R,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.398,1.564,1,070613,na
SS CYG,2450702.1294,10.935,0.003,I,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.295,1.567,1,070613,na
SS CYG,2450702.2234,11.244,0.003,B,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.590,1.661,2,070613,na
SS CYG,2450702.2254,11.166,0.003,V,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.497,1.663,2,070613,na
SS CYG,2450702.2274,11.030,0.003,R,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.402,1.664,2,070613,na
SS CYG,2450702.2294,10.927,0.003,I,NO,STD,ENSEMBLE,na,105,10.292,1.667,2,070613,na

```

En este ejemplo, la solución de conjunto dio, respectivamente, 11.235, 11.135, 11.035 y 10.935 para las magnitudes B, V, Rc e Ic de SS Cyg para el primer grupo, y 11.244, 11.116, 11.030 y 10.927 para el segundo. La solución de conjunto también dio 10.593, 10.492, 10.398, y 10.295 para las magnitudes BVR_{Ic} de la estrella de comparación para el primer grupo.

Después del envío

Una vez se ha hecho el envío a la base de datos de AAVSO, es una buena idea echar una ojeada a las curvas de luz de las estrellas observadas mediante el uso del Generador de Curvas de Luz (“Light Curve Generator”, *LCG* – <http://www.aavso.org/lcg>) o el VStar (<http://www.aavso.org/vstar-overview>) y comprobar si los datos son coherentes. Si nos encontramos con que las observaciones parecen ser muy diferentes de las de otros observadores que usan equipos similares, es importante volver a comprobar todo con nuestras notas de la observación y nuestras imágenes originales. Nuestras observaciones podrían ser correctas mientras que las de otro observador podrían no serlo, pero si se encuentra una discrepancia, lo primero es comprobar de nuevo nuestros propios datos.

No es raro que los observadores cometan errores tipográficos que impliquen dar un nombre incorrecto a una estrella, una fecha u hora incorrecta o intercambiar los filtros usados. Si el informe parece correcto, hay que revisar las imágenes. ¿Se ha identificado erróneamente alguna de las estrellas? ¿Se ha incluido alguna compañera cercana en la abertura? ¿Se ha saturado la estrella a medir o alguna de las de comparación?

Si se encuentra un problema, tenemos la posibilidad de corregirlo. Una de las opciones a nuestro alcance en WebObs es Búsqueda de Observaciones (“Search for observations”). Usando esta herramienta de búsqueda podremos reducir la búsqueda de modo que se aisle la observación u observaciones problemáticas. Así se podrán borrar las observaciones, reenviar las revisadas o

corregir las erróneas. La opción elegida dependerá de cuántas observaciones se tengan y de la naturaleza del error.

A tener en cuenta en la herramienta de búsqueda de WebObs es que haciendo clic en el recuadro pequeño sin etiquetar en la esquina izquierda del encabezamiento de la página “Results”, se pueden seleccionar todas las observaciones de la página, lo que facilita el borrado de un grupo grande de observaciones en vez de seleccionarlas una por una.

Si se descubre algún error que requiera demasiado tiempo para corregir, no hay que dudar en contactar con AAVSO para solicitar ayuda. Por otro lado, si se observa algo sospechoso en las observaciones de otro observador, se puede reportar a AAVSO mediante VStar, Zapper o un correo con la descripción de lo hallado.

Apéndice D: Referencias para el observador

Libros

Berry, Richard, and James Burnell. *The Handbook of Astronomical Image Processing* (second edition). Willmann–Bell, Inc. 2005. ISBN 978–0943396828.

Budding, Edwin, and Osman Demircan. *Introduction to Astronomical Photometry* (second edition). Cambridge University Press, 2007. ISBN 978–0521885263.

Buchheim, Robert K. *The Sky is Your Laboratory*, Springer Science+Business Media, 2007. ISBN 978–0387718224.

Galadí-Enríquez, D. y Ribas, I. *Manual práctico de Astronomía con CCD*. Omega, 1998. ISBN 978–8428211697.

Hall, Douglas S., and Russell M. Genet. *Photoelectric Photometry of Variable Stars—A Practical Guide for the Smaller Observatory* (second edition). Willman–Bell, Inc., 1988. ISBN 978–0943396194.

Henden, Arne A., and Ronald H. Kaitchuck. *Astronomical Photometry, A Text and Handbook for the Advanced Amateur and Professional Astronomer*. Willman–Bell, Inc., 1990. ISBN 978–0943396255.

Howell, Stephen B., *Handbook of CCD Astronomy* (second edition). Cambridge University Press, 2006. ISBN 978–0521617628.

Warner, Brian D., *A Practical Guide to Lightcurve Photometry and Analysis*. Springer Science+Business Media, 2006. ISBN 978–0387293653.

Programas informáticos

AIP4Win – www.willbell.com/aip4win/AIP.htm

AstroArt – www.msb-astroart.com/

CCDOps – www.sbig.com/support/software/

FotoDif – www.astrosurf.com/orodeno/fotodif/index.htm (en español)

IRAF – <http://iraf.noao.edu/>

LesvePhotometry www.dppobservatory.net/AstroPrograms/Software4VSObservers.php

MaxIm DL – cyanogen.com/maxim_main.php

MPO Canopus – www.minorplanetobserver.com/MPOSoftware/MPOCanopus.htm

VPhot – www.aavso.org/vphot

Índice-glosario

ajuste de abertura	48	linealidad	16–18
anchura a media altura (FWHM)	19	magnitud diferencial	51
cadencia	36,70	magnitud estandarizada o normalizada	51
calibración	29	magnitud instrumental	51
campo estándar	58	masa de aire	40
capacidad del píxel	16	muestreo	19
centelleo	38	programa informático	40
cuenta (ADU)	35	relación señal/ruido	53
derrame	40	saturación	40
ecuación de la CCD	54	tiempo de exposición	35
empaquetado	20	toma oscura	31
extinción	39	toma oscura de tiempo de integración nulo	30
fantasmas	43	toma plana	32
filtros	23, 68	transformación	56
fotometría diferencial	45	incertidumbre	52
función de dispersión puntual	47	Variable Star Plotter (VSP)	27, 28
imagen astronómica o imagen científica	34	VPhot	25
imagen residual de memoria	43	WebObs	82
índice de color	62		