

Manual de Observación DSLR de AAVSO



AAVSO
49 Bay State Road
Cambridge, MA 02138 USA
e-mail: aavso@aavso.org

Versión 1.1
Copyright 2015 AAVSO
ISBN 978-1-939538-49-9



Patrocinado por AAVSO y NSF subvención DRL-0840188

Prefacio

Este manual es una introducción básica y una guía sobre cómo utilizar una cámara DSLR para realizar observaciones de estrellas variables. Los destinatarios son los observadores DSLR desde principiantes hasta de nivel intermedio, aunque a algunos observadores avanzados también puede que les resulte útil el contenido de este manual.

El Manual de Observación DSLR de AAVSO fue inspirado por el gran interés en la fotometría DSLR que se vio durante el programa Citizen Sky. Los dispositivos de captura de imágenes para el consumidor están evolucionando rápidamente, por lo cual hemos elegido escribir este manual de modo tal que sea lo más general posible y mantener asuntos de software o de cámaras específicas en los foros DSLR de AAVSO. Si encuentran algún área en la cual este documento pudiese ser mejorado, por favor, avisenos. Envíen cualquier comentario o sugerencia a aavso@aavso.org.

La mayoría del contenido de estos capítulos se escribió durante el tercer taller de Citizen Sky llevado a cabo entre el 22 y el 24 de marzo de 2013 en la AAVSO. Las personas responsables de la creación de la mayor parte del contenido son:

Capítulo 1 (Introducción): Colin Littlefield, Paul Norris, Richard (Doc) Kinne, Matthew Templeton

Capítulo 2 (Descripción del Equipo): Roger Pieri, Rebecca Jackson, Michael Brewster, Matthew Templeton

Capítulo 3 (Descripción del Software): Mark Blackford, Heinz-Bernd Eggenstein, Martin Connors, Ian Doktor

Capítulos 4 y 5 (Adquisición y procesamiento de imágenes): Robert Buchheim, Donald Collins, Tim Hager, Bob Manske, Matthew Templeton

Capítulo 6 (Transformación): Brian Kloppenborg, Arne Henden

Capítulo 7 (Programa de Observación): Des Loughney, Mike Simonsen, Todd Brown

Figuras varias: Paul Vallesi

¡Cielos claros y buenas observaciones!

Stella Kafka, Director

Rebecca Turner, Directora de Operaciones

Brian Kloppenborg, Editor

Matthew Templeton, Director Científico

Elizabeth Waagen, Asistente Técnica Principal

Sebastián Otero, Traductor al Español

American Association of Variable Star Observers

Cambridge, Massachusetts

Junio de 2015

Indice

1. Introducción
 - 1.1. Prólogo
 - 1.2. Audiencia destinataria
 - 1.3. Los qué, cómo y por qué de la fotometría DSLR
 - 1.4. Observación Visual vs. DSLR vs. CCD
 - 1.5. ¿Estás listo? (Prerrequisitos)
 - 1.6. Expectativas
 2. Descripción del Equipo
 - 2.1. ¿Qué es una DSLR?
 - 2.2. Lentes y telescopios
 - 2.3. Trípodes y monturas
 - 2.4. Ajustes de la cámara
 - 2.5. Filtros y respuesta espectral
 3. Descripción del Software
 - 3.1. Requerimientos mínimos para software de fotometría DSLR
 - 3.2. Características útiles del software
 - 3.3. Características opcionales
 - 3.4. Tabla de comparación de capacidades de software
 - 3.5. Otro software útil
 4. Adquisición de imágenes
 - 4.1. Descripción de la adquisición
 - 4.2. Trabajo preliminar
 - 4.3. Fuentes de ruido y bias sistemático
 - 4.4. Tomas de calibración (bias, darks y flats)
 - 4.5. ISO y tiempos de exposición
 - 4.6. Encontrando y centrando el campo
 - 4.7. Adquiriendo datos científicos y gajes del oficio
 5. Inspección de imágenes, procesado de imágenes y fotometría de apertura
 - 5.1. Descripción
 - 5.2. Preliminares del procesado e inspección de imágenes
 - 5.3. Aplicación de tomas de calibración, apilado y binning
 - 5.4. Extracción de canales RGB
 - 5.5. Inspección post-calibración
 - 5.6. Fotometría de apertura
 - 5.7. Fotometría diferencial
 6. Calibración fotométrica
 - 6.1. Fotometría estandarizada
 - 6.2. Transformación
 - 6.3. Reportando tus resultados
 7. Desarrollando un Programa de Observación de DSLR
 - 7.1. Decidiendo qué observar
 - 7.2. ¿Cuáles son algunas estrellas recomendadas para comenzar?
- Apéndice A: Determinando los tiempos de exposición óptimos y los límites de la saturación

Apéndice B: Chequeo de linealidad (DFC) y caracterizando a la DSLR

Apéndice C: Pre-inspección de la calibración: testeando las darks en busca de hot pixels

Apéndice D: Testeando que los flats tengan iluminación uniforme

Capítulo 1: Introducción

1.1 Prólogo

Estás una noche corriendo en el parque de siempre. Está oscuro pero conoces bien la zona por lo que no tienes miedo de toparte con nada. Sin embargo, esta noche resulta ser diferente. Mientras corres te das cuenta que hay alguien al lado del camino con una cámara en un trípode. Lo raro es que ella y su cámara están apuntando para arriba, hacia el cielo. Cuando pasas por al lado le das una mirada al cielo y sólo ves los puntos más brillantes de luz en ese cielo contaminado. ¿Qué será lo que está haciendo? En este caso, la mujer, que es una maestra de historia de secundaria durante el día, está realizando mediciones del brillo de ciertas estrellas, datos que serán de interés y utilidad para los astrónomos profesionales. Ella es una más de un creciente grupo de personas llamadas “científicos ciudadanos”. Este manual te mostrará como tú también puedes ser uno de ellos.

La mayoría de nosotros, que tenemos un interés pasajero por la astronomía y que quizás seguimos una revista astronómica de vez en cuando, hemos visto las impresionantes fotos que llenan sus páginas. La mayoría de estas imágenes están tomadas con cámaras acopladas a telescopios guiados y procesadas para que se vean así, tan bien como las vemos. Ese es el mundo de la astrofotografía. Este manual te llevará en una dirección diferente. Aquí vamos a focalizarnos en cómo tú puedes tomar fotografías científicamente valiosas para medir los brillos de estrellas variables —estrellas cuyo brillo cambia con el tiempo—. El objetivo de este manual es guiarte a través del proceso de usar la misma cámara DSLR que usas para fotografía general, para contribuir con datos de calidad científica a la comunidad astronómica.

1.2 Audiencia destinataria

El manual de fotometría DSLR de AAVSO está hecho para cualquiera que tenga interés en utilizar cámaras DSLR para medir el brillo de estrellas variables. La mayoría de la información de este libro fue escrita teniendo en mente al observador principiante, pero provee detalles de alto nivel que incluso al observador más avanzado pueden resultarle interesantes.

Los astrónomos aficionados pueden encontrar que la medición de estrellas variables agrega una nueva dimensión a su hobby. Es un verdadero placer ver que tus propias mediciones dan forma a la “curva de luz” del brillo cambiante de una estrella. Las estrellas variables son también buenos objetivos para investigación en escuelas. Algunos trabajos son apropiados como proyectos científicos de nivel secundario, otros pueden adaptarse a estudiantes universitarios, con desafíos observacionales y analíticos.

1.3 Los qué, cómo y por qué de la fotometría DSLR

La fotometría es la ciencia de medir cuán brillante es un determinado objeto en el cielo. A primera vista no parecería ser un tema particularmente interesante, pero en realidad es un campo dinámico en el cual los aficionados pueden jugar un rol clave. Aunque hay miles de objetos de los cuales es importante tener fotometría, este manual se concentra en las estrellas variables porque la fotometría estelar es uno de los campos más fáciles de entender y a los cuales contribuir con mediciones valiosas.

1.3.1 ¿Qué son las estrellas variables y por qué las observamos?

Todas las estrellas cambian en brillo debido a los procesos físicos que suceden en su interior, en su superficie o cerca de la estrella. Al observar cuidadosamente esta variabilidad, es posible aprender una

gran cantidad de información acerca de la estrella y, más generalmente, de fenómenos astrofísicos. En un sentido muy real, por lo tanto, las estrellas variables son como laboratorios físicos. Los mismos procesos físicos fundamentales que operan aquí en la Tierra —gravedad, mecánica de fluidos, luz y calor, química, física nuclear, etc. etc. — operan exactamente de la misma manera en todo el universo. Al mirar cómo las estrellas cambian con el tiempo podemos aprender por qué lo hacen.

Aunque muchas de las variaciones estelares no pueden detectarse claramente desde tierra (más acerca de esto en un próximo capítulo), hay cientos de clases de estrellas variables, cada una incluyendo desde unas pocas hasta miles de miembros conocidos. Por ejemplo, las estrellas pueden cambiar de tamaño, forma o temperatura en el tiempo (pulsantes), pueden atravesar cambios rápidos de luz debido a procesos físicos alrededor de la estrella (acreción y erupciones), o pueden ser eclipsadas por estrellas o planetas en órbita alrededor de ellas (binarias y exoplanetas). La clave es que algo está sucediendo físicamente a la estrella en sí misma o en su vecindad inmediata (puede que veas una estrella titular en el cielo, pero esa variación es solamente producto de la atmósfera de la Tierra y no tiene ninguna relación con la estrella).

Diferentes tipos de estrellas varían en diferentes escalas temporales. A algunas estrellas puede llevarles semanas, meses o años sufrir cambios que podamos detectar. Otras lo hacen en días, horas, minutos, segundos o incluso menos. Algunas varían regularmente y podemos ver patrones en sus variaciones que se repiten en el tiempo. Otras atraviesan cambios caóticos que nunca podemos predecir con exactitud. Algunas estrellas varían de la misma forma por siglos, mientras que otras —como las supernovas— pueden erupcionar brevemente y luego desaparecer para nunca más ser vistas de nuevo.

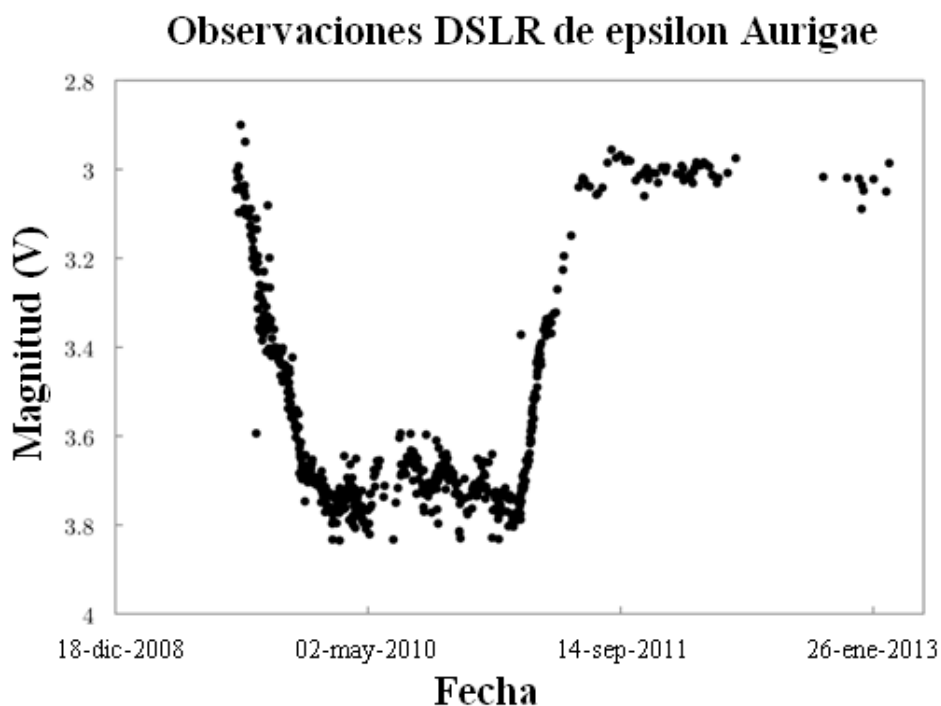


Figura 1.1. Observaciones DSLR de epsilon Aurigae durante su eclipse de 2009-2011. Cada punto en este gráfico fue una contribución de un astrónomo aficionado.

Las estrellas variables tienen un rango de brillos aparentes (cuán brillantes las vemos nosotros) y también un rango de luminosidades intrínsecas (cuánta luz emiten en realidad). Una estrella puede ser intrínsecamente luminosa pero si está a miles de años luz de distancia va a parecer que es débil. Las variables también tienen un rango de amplitudes —es decir, de cuánto su brillo cambia con el tiempo—. Algunas pueden variar 10 o más magnitudes, que es un factor de 10.000 veces en brillo, ¡un cambio

enorme! Otras pueden variar una milésima de magnitud, o incluso menos, y sus variaciones pueden ser imposibles de detectar. Hay muchas estrellas entre esos extremos y no hay escasez de objetivos en los cuales puedas ser capaz de llevar a cabo un trabajo productivo, sin importar tu equipamiento. Con este manual, aprenderás cómo usar tu DSLR para obtener mediciones científicamente valiosas de estas estrellas y reportar tus hallazgos para que puedan ser utilizados en la investigación científica.

Así que ¿cómo encajan los aficionados en este panorama? Los astrónomos profesionales hacen un uso intensivo de la fotometría pero, debido a que tienen tiempo de observación limitado, con frecuencia dependen de que los astrónomos aficionados realicen la fotometría de objetos interesantes para ellos. Como resultado, tus observaciones proveen la materia prima que alimenta la investigación científica. Los científicos pueden especular indefinidamente acerca de por qué las cosas se ven y se comportan como lo hacen, pero en definitiva, esas hipótesis se deben testear para poder hacer avanzar nuestro entendimiento científico. Si les das a los científicos datos confiables, ellos pueden elaborar modelos precisos para describir cómo funciona el universo y nuestra comprensión mejora y se expande. Por ejemplo, los aficionados usaron cámaras DSLR comerciales para monitorear regularmente el brillo de epsilon Aurigae, un destacado y enigmático sistema binario, cuando atravesó un muy esperado eclipse entre 2009 y 2011 (ver Figura 1.1). Gracias al trabajo de estos aficionados, los astrónomos profesionales recibieron un tesoro de datos útiles con los cuales fueron capaces de proponer nuevas interpretaciones sobre el comportamiento de esta misteriosa binaria.

1.3.2 ¿Cómo realizamos fotometría DSLR?

Fundamentalmente, la fotometría DSLR es un proceso simple: después de configurar apropiadamente tu cámara, tomas una serie de exposiciones (llamadas darks y flats) que se usan en el análisis posterior. Después de esto, la cámara se apunta al cielo y se toma una serie de exposiciones largas (más de 10 segundos) de una zona particular del cielo. Estas imágenes se procesan utilizando software especializado para obtener magnitudes instrumentales (estimas de brillo tal como las midió la cámara). Luego, las magnitudes instrumentales se calibran para que coincidan con las magnitudes de estrellas conocidas con las cuales se comparan las mediciones de estrellas variables realizadas. Hay varios pasos en el camino que se irán explicando con mayor detalle en los capítulos que siguen.



Figura 1.2. Una típica cámara DSLR montada en un trípode.

1.4 Observación visual vs. DSLR vs. CCD

Antes del invento de los sensores electrónicos y de los equipos fotográficos, los astrónomos sólo tenían sus ojos para estimar el brillo de las estrellas. Aunque esta técnica es antigua, aún es ampliamente practicada y sigue siendo útil para observar ciertos tipos de estrellas variables, especialmente aquellas que son relativamente brillantes y que tienen grandes variaciones de brillo. Además, con las estimas visuales no hay necesidad de equipamiento complejo y costoso, lo cual lo constituye en un método económico de observaciones de estrellas variables. Sin embargo, las estimas visuales son susceptibles de error debido a la sensibilidad al color del ojo humano, la edad del observador, su experiencia al realizar mediciones visuales y otras posibles influencias. Como resultado, suele ser difícil detectar variaciones de brillo sutiles visualmente y diferentes observadores a menudo no van a ponerse de acuerdo en cuanto al brillo exacto

de una variable incluso hasta por varias décimas de magnitud. El *Manual para la Observación Visual de Estrellas Variables de AAVSO* describe en detalle el proceso de realizar observaciones visuales de estrellas variables.

Con el advenimiento de cámaras DSLR accesibles y de buena calidad, los científicos ciudadanos ya no están más limitados a hacer estimas visuales de estrellas variables. Con las observaciones DSLR es posible compensar ciertos efectos como el color de la estrella, que frecuentemente arruinarán la precisión de las estimas visuales de una estrella. Los usuarios de DSLR pueden detectar variaciones de brillo excepcionalmente sutiles y comparar con gran confiabilidad sus resultados con aquellos de otros observadores electrónicos —pero sólo si siguen cuidadosamente los procedimientos adecuados, particularmente aquellos delineados en este manual—.

Otra opción que tiene el observador es usar una cámara CCD acoplada a un telescopio. En un nivel superficial, la fotometría CCD es similar a la fotometría DSLR. Los astrónomos profesionales usan CCD para fotometría porque ofrecen una calidad de imagen superior y versatilidad, pero las buenas CCD tienden a ser significativamente más caras que las DSLR y además requieren de una curva de aprendizaje más empinada. En términos de la relación costo-beneficio, las DSLR generalmente ofrecen mucho mayor valor que las CCD. La AAVSO ha publicado una completa guía de fotometría CCD y su uso en la observación de estrellas variables.

1.5 ¿Estás listo? (Prerrequisitos)

Antes de comenzar con la fotometría DSLR, necesitas ganar algo de experiencia con tu cámara. Deberías:

- Saber cómo operar tu cámara. En particular, ser capaz de ajustar el formato de imagen a RAW (CR2, NEF, etc.), apagar opciones de procesamiento de imágenes adicionales, desactivar el foco automático, ajustar manualmente el foco, y montar tu cámara sobre un trípode.
- Tener un buen conocimiento práctico de computadoras y ser capaz de instalar software en tu máquina (nuestros tutoriales proveen ejemplos de datos y también instrucciones sobre cómo usar el software, pero cómo instalarlo en tu máquina va más allá del alcance de este manual).
- Altamente recomendado, pero no requerido: tener algo de experiencia haciendo estimas visuales de estrellas variables.

El último punto puede ahorrarte un montón de tiempo. "Una onza de prevención vale una libra de cura". En general, por lo que te lleva hacer cada estima visual de estrellas variables, probablemente terminarás ahorrándote diez veces esa cantidad de tiempo en tu curva de aprendizaje de DSLR. Intenta realizar al menos cien estimas visuales. Elige algunas variables de binoculares y simplemente síguelas una vez a la semana por un mes. Si aún no lo has hecho, consigue una copia y familiarízate con el excelente *Manual para la Observación Visual de Estrellas Variables de AAVSO*.

Esta experiencia será clave para enseñarte cómo identificar campos, cómo los colores afectan las estimas (importante luego, cuando hablemos de filtros), el comportamiento de la curva de luz de una estrella, cómo reportar datos, y quizás lo más importante: ¡a tener paciencia! Además, la observación visual suele ser muy divertida y adictiva, así que la práctica te ayudará a asegurarte de que disfrutas de la observación de estrellas variables. Después de todo, para la mayoría de nosotros este es un hobby, ¿no es cierto? La observación DSLR incluye muchas facetas. Cada una de estas áreas en la que ganes experiencia será un área menos que tendrás que aprender antes de alcanzar tu objetivo principal con la fotometría DSLR.

1.6 Expectativas

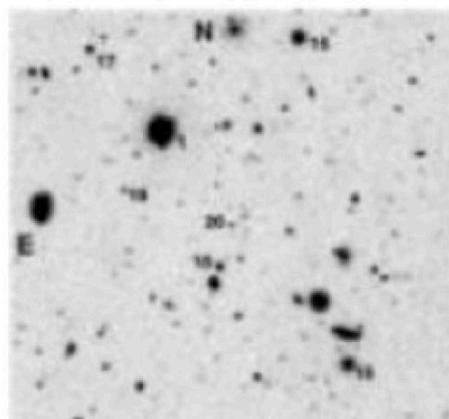
En general, este manual se focalizará en la observación de estrellas variables con cámaras DSLR. Aunque usamos mucho la palabra “DSLR” a lo largo de este texto, la usamos para referirnos a una clase general

de cámaras que es apta para llevar a cabo observaciones fotométricas. Recientemente, varias cámaras automáticas han comenzado a incluir varias características requeridas para hacer fotometría astronómica. Por lo tanto, la información de estas páginas puede ser aplicable a tu cámara por más que no sea una DSLR.

En este manual nos focalizamos en las estrellas variables porque las estrellas están entre los objetos más fáciles de medir. Las técnicas que aprenderás se pueden aplicar a un rango más amplio de objetos (como tránsitos de exoplanetas y núcleos de galaxias activas), pero estos pueden no ser accesibles sin una inversión más importante. Salvo unas pocas excepciones, no vamos a ahondar en detalles acerca de cómo funciona una DSLR o cómo operar un modelo específico de cámara. También, por favor, tengan en cuenta que las técnicas utilizadas en fotometría DSLR son similares pero no idénticas a las usadas en astrofotografía. En particular, desenfocar en fotometría DSLR dará como resultado imágenes borrosas que no son atractivas a la vista pero son científicamente valiosas.



Esto no...



¡Esto!

Figura 1.3. Lo que se debe esperar ver en fotometría DSLR. (Cortesía de A. Henden (USNO/AAVSO)).

El objetivo de este manual es desmitificar el proceso de obtener fotometría de calidad científica con cámaras DSLR. Muchos astrónomos aficionados se sienten innecesariamente intimidados por la supuesta curva de aprendizaje empinada de la fotometría y, con las DSLR, es posible empezar a tomar datos útiles casi inmediatamente. Aunque es verdad que obtener buenos datos fotométricos requiere de un cuidadoso análisis de los datos y prestar atención a los detalles, la fotometría es un campo completamente accesible a los astrónomos aficionados que no cuentan con conocimientos técnicos básicos. Entusiasmo, paciencia, y buena técnica, más que conocimientos profundos en matemáticas o ciencias, son todo lo que hace falta.

"Siento que es mi tarea prevenir a los demás... para que se acerquen a la observación de estrellas variables con la mayor de las precauciones. Es fácil volverse adicto y, como con toda adicción, cuanto más se continúa con el vicio, más difícil se torna poder desintoxicarse y volver a una vida normal". Leslie C. Peltier (1900-1980)

Referencias

Manual para la Observación Visual de Estrellas Variables de AAVSO: <http://www.aavso.org/visual-observing-manual>

Guía de fotometría CCD de AAVSO (en inglés): <http://www.aavso.org/ccd-photometry-guide>

Capítulo 2: Descripción del equipo

Las cámaras DSLR ofrecen una de las formas más económicas para iniciarse en la fotometría digital. Se requieren fundamentalmente tres cosas: una lente o mecanismo de enfoque, una cámara capaz de entregar imágenes en un formato sin procesar y algo para estabilizar la cámara cuando se toman exposiciones largas. Estos aparatos pueden ser tan baratos como una cámara automática sencilla en el poste de una cerca, o tan elaborados como una cámara de nivel profesional acoplada a un telescopio. Antes de describir cómo se llevan a cabo las observaciones y se reducen los datos, es mejor entender exactamente qué se requiere para hacer fotometría DSLR. Ya que hablaremos de cada uno de estos tres componentes en detalle, nos hemos tomado la libertad de explicar algunos de los aspectos físicos de la cámara, de modo que puedan entender mejor lo que sucede cuando eligen los diferentes ajustes de la misma.

2.1 ¿Qué es una DSLR?

El término “DSLR” (cámara digital réflex de una sola lente) se refiere a una clase genérica de cámaras que es adecuada para llevar a cabo observaciones fotométricas. Recientemente, muchas cámaras automáticas han comenzado a incorporar varias características requeridas para fotometría astronómica. Por lo tanto, este manual puede aplicarse a tu cámara, aun cuando no sea específicamente una DSLR.

La diferencia fundamental entre una cámara DSLR y una SLR es que en una DSLR la imagen se registra electrónicamente a través de un sensor y hacia un archivo, no sobre película como en una SLR. Como se ve en la Figura 2.1, las cámaras DSLR están hechas de una combinación de componentes ópticos y electrónicos necesarios para capturar imágenes. Muchas cámaras DSLR modernas también vienen con una plétora de ajustes y opciones de software de procesado, la mayoría de los cuales no son útiles para la fotometría astronómica.

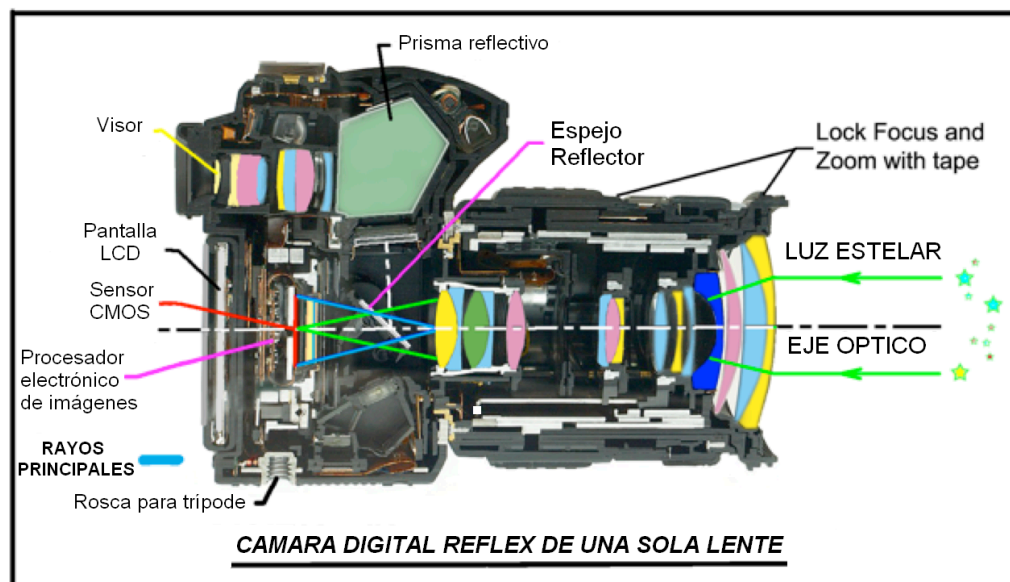


Figura 2.1. Corte de una cámara DSLR que muestra los diversos componentes que incluye.

2.1.1 Recorrido óptico

La cámara consiste de una lente acoplada al frente del cuerpo de la cámara, un obturador, varios filtros grandes, un arreglo de microlentes, filtros adicionales y un detector. Los componentes ópticos en los cuales estamos más interesados se muestran esquemáticamente en la Figura 2.2. El primer componente óptico es la lente. Su propósito principal es proyectar y enfocar la imagen hacia el sensor. Detrás de la lente está el diafragma. Este determina la apertura total o superficie recolectora de luz de la lente. Estos componentes van típicamente incluidos dentro del mismo cuerpo de la lente. Dentro del cuerpo de la cámara, el primer elemento que se encuentra es típicamente un obturador. El propósito del obturador es controlar la luz que entra en la cámara. En una cámara de película el obturador está cerrado, excepto cuando se lo abre para permitir que la luz de en la película. En una cámara DSLR es al revés: el obturador está abierto, excepto cuando se lo cierra para que la luz que ha llegado al sensor se pueda leer. Detrás del diafragma hay una serie de filtros que eliminan la luz no deseada (infrarroja y ultravioleta).

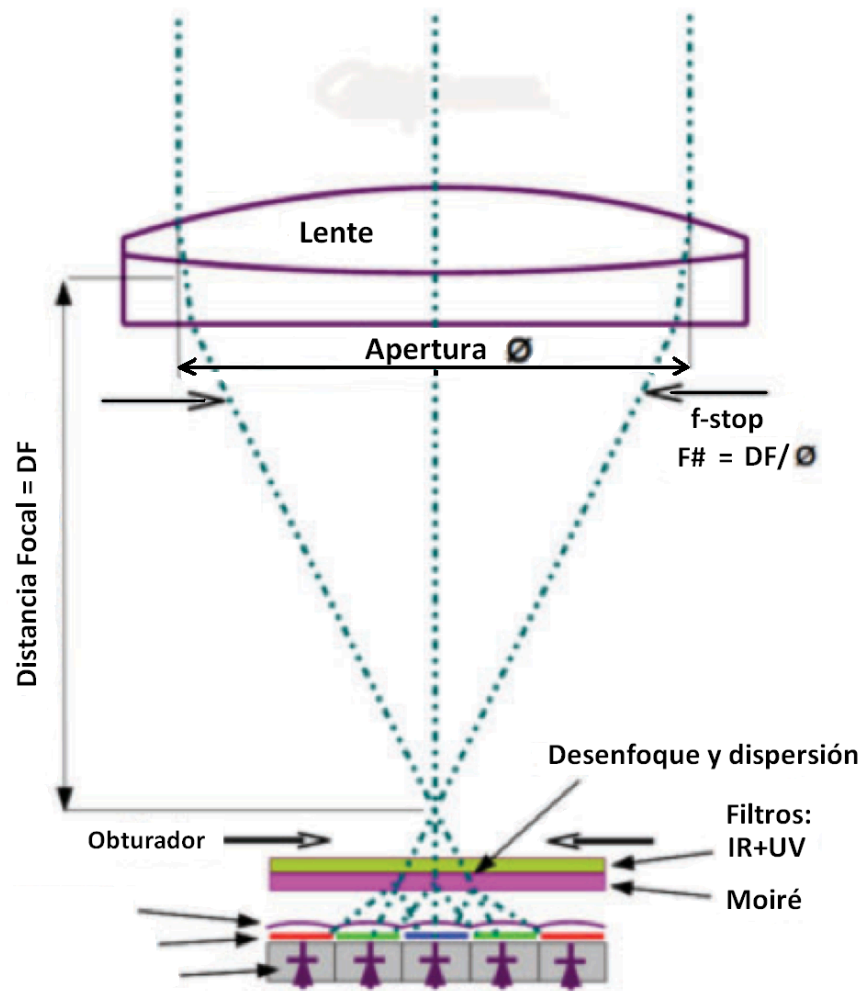


Figura 2.2. El típico diseño de una cámara DSLR con un detector CMOS y un mosaico RGB de Bayer. (Cortesía de Roger Pieri).

2.1.2 Detector CMOS y mosaico de Bayer

Dependiendo de qué detector usa tu cámara, lo que se encuentra por encima del detector cambia por completo. La mayoría de las cámaras DSLR tienen un detector CMOS (Semiconductor Complementario de Oxido Metálico) con un mosaico de Bayer (ver Figura 2.3) de píxeles rojos, verdes y azules (de aquí en más, RGB); suele haber dos conjuntos de píxeles verdes, por lo que al mosaico se lo puede definir como RGGB. En frente del mosaico de Bayer hay un filtro de baja transmisión que esparce la luz para reducir el patrón Moiré causado por la estructura de Bayer. Detrás de este filtro y apenas por delante del detector, un mosaico de microlentes enfoca la luz en una sola capa de fotodiodos sensibles en cada píxel. Impresos en estos píxeles hay filtros pigmentados que dividen el espectro en los canales de color RGB. Para una discusión más profunda de los canales y filtros, ver la Sección 2.5.

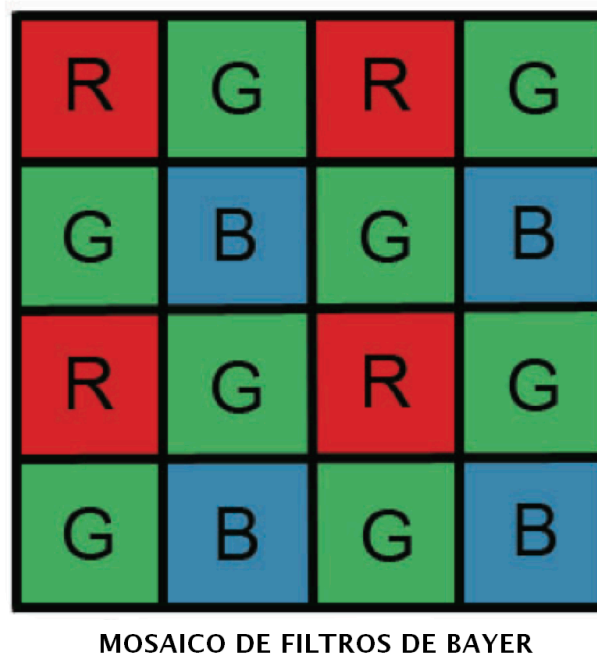


Figura 2.3. Esquema que muestra un típico mosaico de filtros de color en una matriz de Bayer. El orden específico de los colores puede variar entre las diferentes marcas por lo que es importante determinar cuál de los canales de color de tu DSLR corresponde al rojo, cuál al azul y cuál al verde.

El aumento del voltaje de un único evento fotoeléctrico es muy débil, por lo que el voltaje acumulado en el capacitor es igualmente pequeño. Para que esta señal pueda leerse, primero se la pasa a través de un amplificador antes de dirigirla al conversor analógico-digital (ADC). El ajuste de la ganancia del amplificador determina el “ISO” (una medición de la sensibilidad del detector) que ajusta la señal al rango fijo del conversor. La salida ADU (Unidades Analógicas a Digitales) del ADC es proporcional al número de electrones recolectados por el fotodiodo de cada píxel. Cuando se los guarda como archivo de datos RAW, estos valores ADU constituyen la información fundamental que se utiliza para la fotometría DSLR. Esta discusión continúa en mayor detalle en la Sección 2.4.

Como la mayoría de las cámaras DSLR actualmente en el mercado tienen sensores CMOS, nos vamos a concentrar en este tipo de dispositivos. Para leer sobre la tecnología de una cámara CCD, por favor,

recurran a la *Guía de fotometría CCD de AAVSO*. Cámaras con detectores Foveon (que tienen tres capas de píxeles de colores específicos en vez de un único plano de píxeles de diferentes colores) no se ven a menudo. Si desean saber más acerca de estos detectores, por favor, pregunten en el foro de fotometría DSLR de AAVSO.

La Figura 2.4 muestra una representación esquemática de un detector CMOS. El sensor en sí mismo está hecho de un chip de silicio sobre el cual está grabado el circuito CMOS. El elemento sensible a los fotones en cada píxel es un fotodiodo (o un sensor fotoeléctrico MOS). Estos dispositivos funcionan debido al efecto fotoeléctrico por el cual un fotón al impactar en el detector genera un par electrón-hueco. Debido a la construcción del fotodiodo, el electrón es expulsado rápidamente del material y empujado hacia un capacitor cercano. Al comienzo de la exposición, este capacitor se resetea y se lee su voltaje. Durante la exposición, cada fotón que impacta genera una pequeña bajada en la carga del capacitor. Al final de la exposición, el voltaje del capacitor se lee por segunda vez.

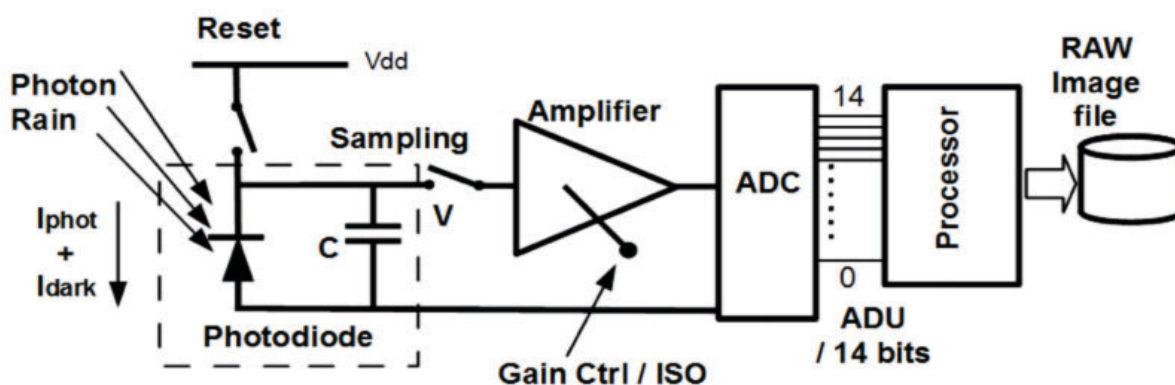


Figura 2.4. Representación esquemática de los componentes de un detector CMOS. (Cortesía de Roger Pieri).

2.1.3 Funciones de las cámaras DSLR a evitar al hacer fotometría

Las cámaras DSLR modernas tienen un sinnúmero de funciones adicionales, la mayoría de las cuales no son útiles e incluso pueden ser perjudiciales cuando uno realiza mediciones fotométricas. Aún más, las imágenes JPEG nunca deberían usarse en fotometría astronómica. Para generar una imagen JPEG, los valores ADU crudos (RAW) del detector se envían a un procesador que convierte la imagen en un espacio de color sRGB no lineal (absolutamente no-fotométrico) y luego la comprime en un archivo JPEG. La no-linealidad y la compresión llevan a una significativa degradación de la precisión de los datos (desde ~14.000 niveles de brillo a un máximo de 256 niveles) lo cual no permite una medición precisa del flujo. Algunas cámaras tienen un reductor de ruido o funciones de mejoramiento de imágenes que modifican los datos originales, posiblemente corrompiendo los datos fotométricos en el proceso. Funciones para medir la iluminación de una escena y el foco automático son prácticamente inútiles para fotometría. La función de aumento “liveview” (5x, 10x, etc.) es útil para enfocar/desenfocar una estrella brillante, pero el visor —posiblemente con un adaptador de ángulo recto— es a menudo más útil cuando se encuadra el área de cielo deseada.

2.2 Lentes y telescopios

El primer paso para hacer fotometría DSLR es lograr que la luz entre en la cámara. La luz estelar debe ser enfocada en el sensor, ya sea mediante una lente montada directamente en la cámara o acoplando la cámara a un teleobjetivo grande o a un telescopio. La Figura 2.5 muestra una variedad de lentes DSLR típicas.



Figura 2.5. Varias lentes DSLR. (Cortesía de Paul Valleli).

La lente es el primer elemento en la cadena fotométrica. Las lentes pueden describirse generalmente por dos propiedades: la apertura y la distancia focal. La superficie de la apertura determina cuántos fotones pueden entrar en el sistema óptico dentro de un período de tiempo fijo. Aperturas mayores recogen más luz y permiten que objetos más débiles sean observables. La distancia focal mide la fuerza con la que la lente hace que la luz converja en el detector. Cuando se la combina con el tamaño del detector, la distancia focal determina el campo de visión (FOV) del instrumento.

Se necesita un campo de visión —el área del cielo que tu cámara puede ver— lo suficientemente amplio para alcanzar una buena cantidad de estrellas de comparación además de la estrella a observar. Una lente con distancia focal corta tiene un amplio FOV, por lo cual es adecuada para medir variables brillantes (las estrellas de comparación brillantes están más separadas que las débiles) y para capturar muchas estrellas simultáneamente para análisis en masa. Cuanto más larga la distancia focal de la óptica, se obtiene más

zoom, es decir, ves un área menor de cielo pero con mayor detalle. Por lo tanto, para estrellas débiles, se necesita una lente de mayor distancia focal o un telescopio. A una determinada apertura de diafragma (“f-stop”, que es un ajuste que determina el área de la apertura), el nivel del fondo de cielo es el mismo para todas las distancias focales, pero la superficie de la apertura y el número resultante de fotones que alcanzan el detector son proporcionales al cuadrado de esa distancia focal. Por lo tanto, aumentando mucho más el zoom se mejora mucho la capacidad de medir estrellas más débiles, ya que la SNR (relación señal-ruido) sobre el ruido de disparo del fondo de cielo (más sobre ellos en el Capítulo 4) mejora un montón.

¿Qué lente deberías usar? Hay dos formas diferentes de decidir. La primera es usar la lente que ya tienes y seleccionar objetos que sean compatibles con tu cámara y lente. Hay muchísimas estrellas que requieren atención por lo que se le puede dar buen uso a casi cualquier combinación de lente y cámara. La segunda opción es enamorarse de una estrella o proyecto en particular y adquirir un equipo de lente y cámara que se ajuste a las necesidades del proyecto elegido. En ambos casos tu elección de equipamiento deberá ser el resultado de un balance entre varios parámetros de las lentes. Estos parámetros incluyen campo de visión, tamaño de la apertura, distancia focal, magnitud límite y duración alcanzable de la exposición.

Casi todos los proyectos de estrellas variables para DSLR utilizan “fotometría diferencial”, mediante la cual el brillo de la estrella variable elegida se compara con el de una estrella cercana de brillo constante —una “estrella de comparación”—. Para que esto funcione es necesario incluir tanto a la variable como a la estrella de comparación en el campo de visión de la misma imagen y la estrella de comparación debe tener aproximadamente el mismo brillo que la estrella a estudiar. Si esta es brillante (por ejemplo, una estrella visible a simple vista), entonces es muy probable que necesites un campo de visión de varios grados (o más, quizás de 10 a 30 grados) para poder capturar una estrella de comparación de brillo similar en la misma imagen que tu variable. Un FOV amplio implica una distancia focal corta, lo cual a su vez es perfectamente compatible con las lentes estándar que vienen con la mayoría de las cámaras DSLR.

Si el objeto que observas es débil, entonces hay que probar con dos métodos para conseguir una imagen de buena señal. Puedes tomar una exposición larga, o puedes usar una lente con una gran apertura. Multiplicar por dos la exposición duplica el número de fotones que recolectas (con todas las demás cosas sin modificar), pero esta puede ser una elección problemática a medida que progresas hacia objetivos más débiles. Deberías ser capaz de obtener una buena imagen de una estrella visible a simple vista (digamos de magnitud 5) con una exposición de 10 segundos utilizando tu lente estándar de 50 mm. Pero intentar con una estrella de magnitud 10 (que provee una centésima parte de fotones por segundo) requeriría una exposición de 1.000 segundos (casi 17 minutos), lo que significa que necesitas seguir la rotación del cielo con mucha precisión durante esa larga exposición y también genera una multitud de otros desafíos. Esa lente estándar de 50 mm. probablemente tenga un diámetro de apertura de recolección de unos 15 mm.

—¡no muy grande!—. Al juntar tu cámara con un telescopio, puedes lograr una inmensa mejora en la apertura de recolección. Por ejemplo, un modesto telescopio de 15 cm. te dará fácilmente 40 a 100 veces el área recolectora de una lente estándar de 50 mm., permitiéndote alcanzar esa estrella de magnitud 10 sin siquiera aumentar, o aumentando muy poco, la duración de la exposición. Por supuesto, es probable que el telescopio tenga una distancia focal bastante larga (de 750 a 1.500 mm.), y por lo tanto te de un FOV bastante angosto. Esto quiere decir que es poco probable que tengas una estrella brillante en el FOV (pero hay una alta probabilidad de que sí tengas varias estrellas de comparación débiles —por ejemplo de magnitud 10—, que es lo que necesitas para una variable de esa misma magnitud). El FOV angosto

conlleva la necesidad de una buena montura de seguimiento, pero igualmente eso ya es probablemente parte del equipo de tu telescopio.

O sea que hay un rol para todo, desde lentes de “poca monta” genéricas (para estrellas bastante brillantes), pasando por teleobjetivos (objetos más débiles con estrellas de comparación apropiadas distribuidas en unos pocos grados) y hasta telescopios (objetos débiles con una o dos estrellas de comparación en un campo de visión angosto).

La Figura 2.6 muestra cómo la forma en que se ve Orion depende del campo de visión, por lo que puedes determinar el campo de visión de tu equipo comparando lo que ves con el diagrama.

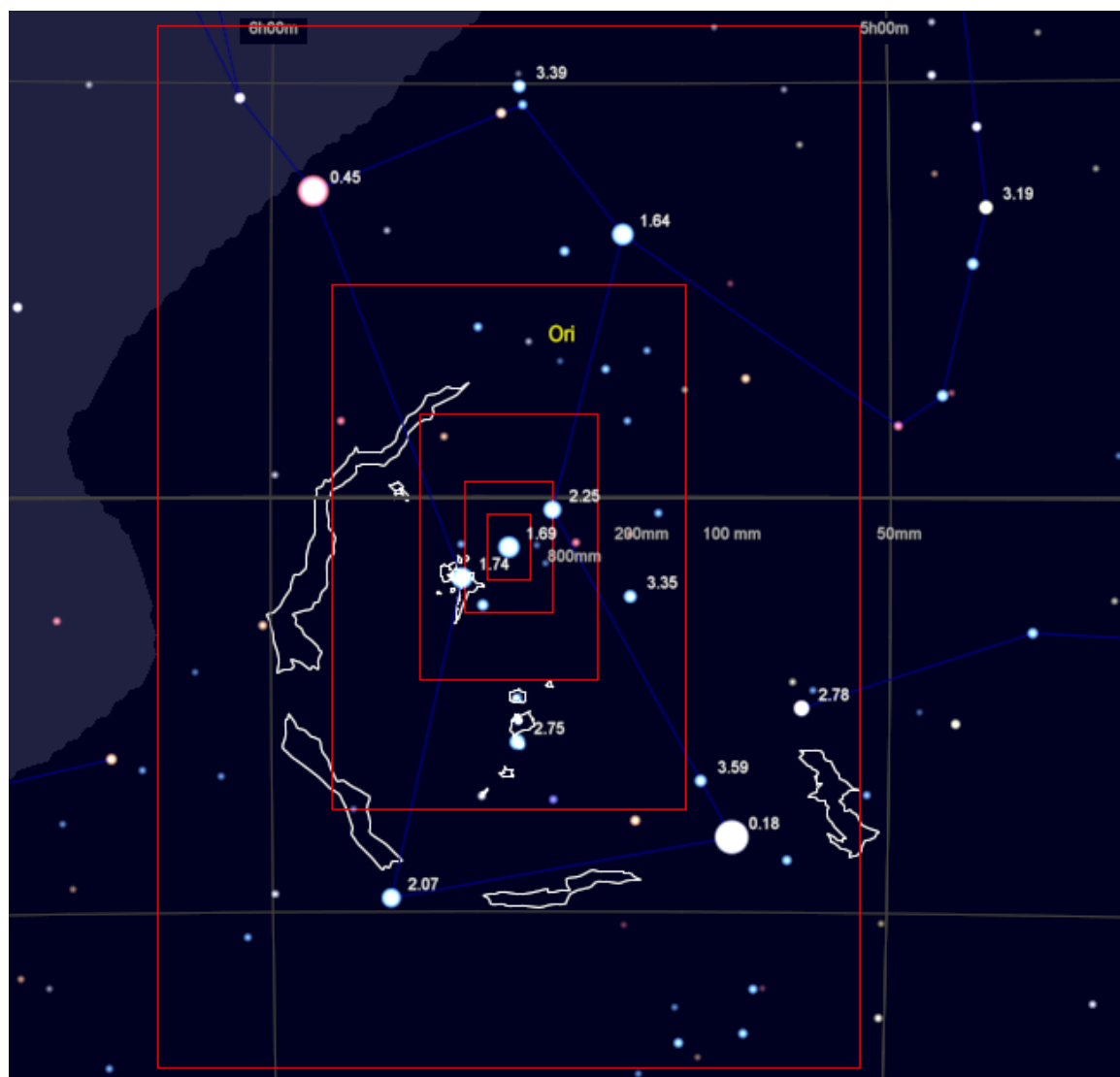


Figura 2.6. La figura principal de Orion utilizada para determinar el campo de visión para un sistema equipado con un sensor APS-C a varias distancias focales.

Si conoces la distancia focal de tu lente y el tamaño del sensor de tu cámara, puedes determinar el campo de visión a partir de la ecuación o de la Tabla 2.1 que aparece abajo. Consulta el manual de la cámara

para averiguar el tamaño del sensor. El tamaño de sensor más común para cámaras DSLR e “híbridas”, es el APS-C, que tiene 14,9 x 22,4 mm., pero también existen otros formatos en cámaras que se utilizan para fotometría: el sistema 4/3 (13 x 17,3), el formato 1” de algunas híbridas (8,8 x 13,2) y el 1/1,7” que se usa en DSC “expertas” (5,7 x 7,6). El formato “full frame” (24 x 36 mm.) también existe pero no es tan común y es más costoso y susceptible a problemas de viñeteado. Todas esas cámaras tienen un modo de archivo de imágenes RAW.

Tabla 2.1. Ejemplos de la distancia focal que se necesita para cubrir un determinado FOV para los tamaños habituales de sensor.

Todos los tamaños en mm	APS-C 14,9 x 22,3	Sistema 4/3 13 x 17,3	Formato 1” 8,8 x 13,2	1/1,7” 5,7 x 7,6	1 / 2,3” 4,6 x 6,1	Full Frame 24 x 36
Ancho FOV en grados	W/H=1,5 Dist. focal	W/H=1,33 Dist. focal	W/H=1,5 Dist. focal	W/H=1,33 Dist. focal	W/H=1,33 Dist. focal	W/H=1,5 Dist. focal
64	18	14	11	6	5	29
48	25	19	15	9	7	40
32	39	30	23	13	11	63
24	52	41	31	188	14	85
16	79	62	47	27	22	128
8	159	124	94	54	44	257
4	319	248	189	---	---	515
2	639	496	378	---	---	1031

Celdas celestes: lentes muy costosas, mejor usar un telescopio conectado al cuerpo de la cámara.

La Tabla 2.2 muestra el área de la apertura a f/4 para las distancias focales y tipos de sensores de la Tabla 2.1. Se puede ver claramente el enorme rango del flujo de fotones en función del FOV y del tamaño del sensor. Por lo tanto, la apertura del diafragma determina la capacidad de cada configuración para acceder y medir un amplio rango de magnitudes.

Tabla 2.2. Area de la apertura a f/4 para las distancias focales y tipos de sensores de la Tabla 2.1

Todos los tamaños en mm	APS-C 14,9 x 22,3	Sistema 4/3 13 x 17,3	Formato 1” 8,8 x 13,2	1/1,7” 5,7 x 7,6	1 / 2,3” 4,6 x 6,1	Full Frame 24 x 36
Ancho FOV en grados	W/H=1,5 Apertura mm ²	W/H=1,33 Apertura mm ²	W/H=1,5 Apertura mm ²	W/H=1,33 Apertura mm ²	W/H=1,33 Apertura mm ²	W/H=1,5 Apertura mm ²
64	16	9	5	2	1	41
48	31	19	11	4	2	80
32	74	45	26	9	6	193
24	135	81	47	16	10	352
16	309	186	108	36	23	805
8	1248	751	437	145	93	3253
4	5004	3012	1753	---	---	13042
2	20030	12055	7018	---	---	52200

Celdas celestes: lo mismo que en la Tabla 2.1.

Se debe poder enfocar la cámara manualmente; el foco automático no funciona cuando se trata de estrellas. Para lindas astrofotografías, uno quiere que las estrellas salgan bien puntuales, pero para fotometría, la mayor parte del tiempo hay que desenfocar para esparcir la luz por una región más extensa del sensor. La única excepción es cuando se observa al límite de detección porque entonces la incertidumbre instrumental debida al ruido es dominante y minimizar el número de píxeles intervinientes la mejora. Cuando se observan estrellas débiles, la regla general es equiparar las dos fuentes de error: ruido debido a múltiples píxeles y submuestreo del perfil estelar debido a la estructura Bayer; este balance puede ser todo un desafío para el observador principiante. Por el contrario, cuando se observan estrellas brillantes el desenfoque tiene que ser grande.

Varias cámaras DSLR vienen equipadas con lentes de aumento. Este tipo de lentes a menudo puede funcionar bien, pero hay un problema potencial con ellas cuando se las usa para fotometría. Si la lente de aumento cambia de distancia focal en medio de una sesión de observación, el foco variará y pueden ocurrir saturación o blinding, por lo cual una correcta astrometría y el apilado de imágenes pueden resultar más dificultosos. El cambio puede deberse tanto a un efecto ambiental, como por ejemplo un cambio de temperatura, como a un efecto físico, tal como el peso de la misma lente cuando la cámara se mueve entre una elevación alta y una baja. Todas las lentes pueden verse afectadas de esa forma (aprenderás acerca de todo esto en el capítulo de análisis de imágenes). Se puede usar cinta adhesiva para evitar cambios en la distancia focal. Muchos aficionados sacan fotos con la distancia focal fija para lograr aperturas de diafragma más rápidas.

2.3 Trípodes y monturas

Necesitarás acoplar tu cámara a alguna clase de montura para poder obtener imágenes de buena calidad; si está sostenida a mano no va a dar suficiente estabilidad como para tomar imágenes que den datos de calidad. Hay diversas formas de montar una cámara, siendo un trípode fijo la más simple y menos costosa. También es posible montar una cámara equipada con una lente sobre una montura ecuatorial — una montura que sigue el movimiento del cielo— o acoplar (“piggy-back”) una cámara a un telescopio que esté sobre una montura ecuatorial. Hacerlo trae el beneficio de permitirle a tu cámara apuntar exactamente a la misma posición en el espacio a medida que se mueve a través del cielo durante la noche. Finalmente también puedes acoplar una cámara digital al sistema de foco del telescopio, en esencia convirtiendo al mismísimo telescopio en una lente para la cámara. Cuál de estas opciones usar es una cuestión tanto de preferencia personal como de los recursos con que cuentas. Debes tener presente que si bien puedes obtener datos de buena calidad con cualquiera de estas monturas, tu elección de la misma definirá qué objetos podrás observar y cómo observarlos.

Abajo describiremos los tres tipos de montura más comunes.

2.3.1 *Trípode u otra montura fija*

Un trípode consiste en un punto estandarizado de montura al cual las cámaras u otros instrumentos ópticos se pueden acoplar. Probablemente tu cámara tiene un pequeño agujero a rosca en la parte de abajo en el cual se puede insertar un tornillo que hay en la cabeza del trípode. Esto sirve para mantener la cámara fija y apuntada exactamente al mismo lugar en el cielo, sin ser susceptible al movimiento (como los pequeños movimientos de tus manos y brazos). La limitación es que las estrellas se mueven por el cielo durante el curso de la noche debido a la rotación de la Tierra. Esto es aceptable pero va a limitar el tiempo de exposición que puedes usar sin que las estrellas dejen rastros más extensos que los límites que tu software puede medir.

2.3.2 *Montura ecuatorial*

Una montura ecuatorial está diseñada para seguir el movimiento del cielo. Una montura así generalmente reemplaza la cabeza fija de un trípode. Las monturas ecuatoriales a menudo se usan con telescopios, permitiéndoles ajustarse al movimiento del cielo y seguir al mismo objeto en el espacio a lo largo de la noche sin tener que ajustar constantemente el telescopio a mano. También puedes montar una cámara digital u otro instrumento óptico a las monturas ecuatoriales. Las monturas ecuatoriales presentan requerimientos especiales: hace falta una fuente de energía para guiar la montura y necesitarás alinear la montura con el Polo Sur o el Polo Norte para que pueda guiar apropiadamente. En principio, una montura ecuatorial bien alineada te permite usar tiempos de exposición más largos de los que puede permitirte un trípode fijo. De esta forma, podrás observar estrellas más débiles, porque cuanto más largo es el tiempo de exposición, más luz puedes recolectar. La Tabla 2.4 da ejemplos de detalles de exposición para monturas ecuatoriales.

2.3.3 Montura Piggy-back

Una montura “piggy-back” simplemente sujeta la cámara a un instrumento óptico ya existente, en la mayoría de los casos a un telescopio o a una montura ecuatorial. En este caso, tu principal preocupación es cómo acoplar la cámara a tu instrumento. Algunos telescopios vendrán con hardware para la montura (ya sea estándar junto con el telescopio o disponible comercialmente) pero otros pueden requerir que tú diseñes y crees tu propio hardware. En cualquier caso, los principales requerimientos son que la cámara esté seguramente sujeta al telescopio y que permanezca en su lugar sin deslizarse o desplazarse a medida que el telescopio se mueve. También deberías tener presente que al sumar una cámara a un telescopio, el peso y el balance de la montura cambiarán y por lo tanto puede ser necesario que rebalancees tu montura ecuatorial.

2.3.4 Pequeñas unidades motorizadas para AR

También existen pequeños dispositivos específicos para DSLR. No tienen un eje de Declinación sino sólo un eje motorizado de Ascensión Recta que sigue al cielo. La DSLR y su lente se montan sobre esta plataforma usando una cabeza esférica. El ensamblaje se puede apuntar a cualquier dirección del cielo y luego lo sigue. Este dispositivo no tiene trípode en sí mismo y normalmente se sujeta a un trípode de fotografía lo suficientemente fuerte. Esta solución funciona bien para un par de minutos de exposición con una lente, no con un telescopio. Cuesta mucho menos que una montura de buen nivel y el equipo es liviano, mucho más fácil de transportar y de instalar. Una solución de muy bajo costo sería construir una montura escocesa tradicional. Está hecha de dos placas de madera laminada unidas con una bisagra y controladas por un tornillo, que se puede rotar a mano o usando un pequeño motor/reductor. La cámara se monta en una de las placas por medio de una cabeza esférica. El eje de la bisagra se apunta al Polo Norte o Sur. Una última solución es usar una montura ecuatorial de nivel básico como la EQ1 y equiparla con un motor paso a paso; funciona hasta 60-90 segundos con una lente de 200 mm. de distancia focal. El costo total debería ser de aproximadamente \$200. Este montaje es liviano, muy fácil de transportar, y se puede armar en un par de minutos.

2.3.5 Advertencia

Cualquiera de estas monturas va a permitirte tomar buenos datos científicos, pero usar una montura sin guiado —ya sea un trípode o una montura ecuatorial sin disco o una buena alineación polar— hará necesario que tomes exposiciones más cortas, generalmente de menos de 5-20 segundos (Tabla 2.3). Esto es porque el cielo va a rotar levemente a través del campo de visión de tu cámara durante las exposiciones, lo cual resultará en imágenes movidas. Si las estelas son demasiado largas los píxeles extra del fondo de cielo en la apertura fotométrica incrementarán el ruido y bajarán la SNR (relación señal-ruido). Pero hay software que incluye una apertura fotométrica elongada que puede ajustarse a la estela y dar resultados superiores si la estrella es lo suficientemente brillante. Otro límite de las estelas grandes (o el desenfoque) es el riesgo de que se mezclen las estrellas (blending), en particular si se usa una distancia focal corta.

La próxima sección servirá de guía para determinar los tiempos de exposición, dependiendo de la óptica de tu cámara y también de si estás usando una montura fija (sin guiado) o una montura ecuatorial con guiado.

2.4 Ajustes de la cámara

Hay varios ajustes para la cámara en tu DSLR, la mayoría de los cuales no los vas a usar. También hay varias cámaras diferentes, así que vas a tener que remitirte a tu manual para encontrar los siguientes ajustes, muchos de ellos disponibles a través de una serie de menús. Lo que tienes que lograr es simplificar tu cámara, apagarle toda la parafernalia, y sólo tomar la imagen cruda. El primer paso es elegir en la rueda de modos el “M” para tener control manual del tiempo de exposición y de la apertura del diafragma, descripta debajo.

El próximo paso es elegir una apertura de diafragma (f-stop) apropiada. La apertura de diafragma se expresa con un número (“número f”) igual a la distancia focal de la lente dividida por el diámetro de la apertura, la apertura que deja que la luz entre en la cámara. Cuanto más bajo el f-stop, más luz entra, pero hay veces que hay defectos de la lente que se pueden minimizar evitando la apertura de diafragma más baja. Como regla general, quieres recolectar más luz, por lo que quieres que tu f-stop sea un número bajo, por ejemplo, f/2 o f/4. Si eliges un valor por encima de f/7, probablemente hayas reducido demasiado la apertura.

Encontrarás un ajuste de ISO en tu cámara que determina la amplificación de la salida del sensor. Un ISO más alto ayuda al tomar imágenes de estrellas débiles, pero con una estrella brillante un ISO alto aumenta el riesgo de saturación, que ocurre cuando el píxel de un sensor recibe más fotones de los que puede contar. Por el contrario, un número ISO bajo evita el problema de la saturación y permite que se mida un rango más amplio de brillos. Un ISO de 100 a 200 es lo recomendado habitualmente para estrellas brillantes. Un ISO más alto puede ser necesario para estrellas más débiles dependiendo de la apertura, tiempo de exposición y número de píxeles iluminados por la luz estelar.

Tal como se mencionó antes, la potencia de salida ADU del ADC es proporcional al número de electrones recolectados por el fotodiodo de cada píxel. El factor de calibración e/ADU es inversamente proporcional al número ISO. En las cámaras DSLR APS-C más comunes que tienen un ADC de 14 bits, el factor de calibración ideal de un electrón por ADU se alcanza entre ISO 100 y 300. Por debajo de ese rango de ISO el incremento de datos más pequeño (cuantización) es 1 bit en el ADC cada varios electrones detectados, por lo tanto se pierde sensibilidad. Este régimen de cuantización provee la precisión fotométrica más alta posible y el más amplio rango dinámico bajo régimen de alto flujo (donde el capacitor puede llenarse de electrones). Pero la detección se limita a un par de electrones. En las cámaras modernas, la salida del conversor es típicamente un valor de 14 bits, que puede incluir algún código variable (p. ej., 1024 ó 2048 para cámaras Canon). Por lo tanto, de 16.384 valores posibles representados por un número de 14 bits sólo se pueden usar aproximadamente 14.000. Con ISO 400 y por encima, la salida del ADC registrará cada electrón recolectado por el fotodiodo. Como consecuencia, el número total de electrones leíbles se altera (proporcionalmente al número ISO) por la forma en que se alteran el rango dinámico posible y la SNR. La Figura 2.7 muestra la linealidad y saturación para el canal verde de la Canon 450D a diferentes ajustes de ISO.

Hasta aquí hemos asumido que la cámara sólo mide fotones estelares, pero esto es en realidad una extrema simplificación. La potencia de salida RAW medida como ADU es proporcional al conteo de fotones de la estrella, más el fondo de cielo, más varias fuentes de ruido. El ruido proviene de fluctuaciones intrínsecas de la fuente, del centelleo de la atmósfera y del propio circuito eléctrico de la cámara. En particular, algunos de los ADU medidos son en realidad corriente oscura causada por

electrones generados térmicamente en el fotodiodo. La mayor parte del tiempo, la contribución de la corriente oscura puede mitigarse tomando una serie de dark frames (imágenes en las que no se permite que entre luz en el sistema) que se sustraerán de la salida RAW. El ruido de amplificación aleatorio y el ruido de disparo de la corriente oscura media también contribuyen a la señal medida. Estos términos se explican en el Capítulo 4.

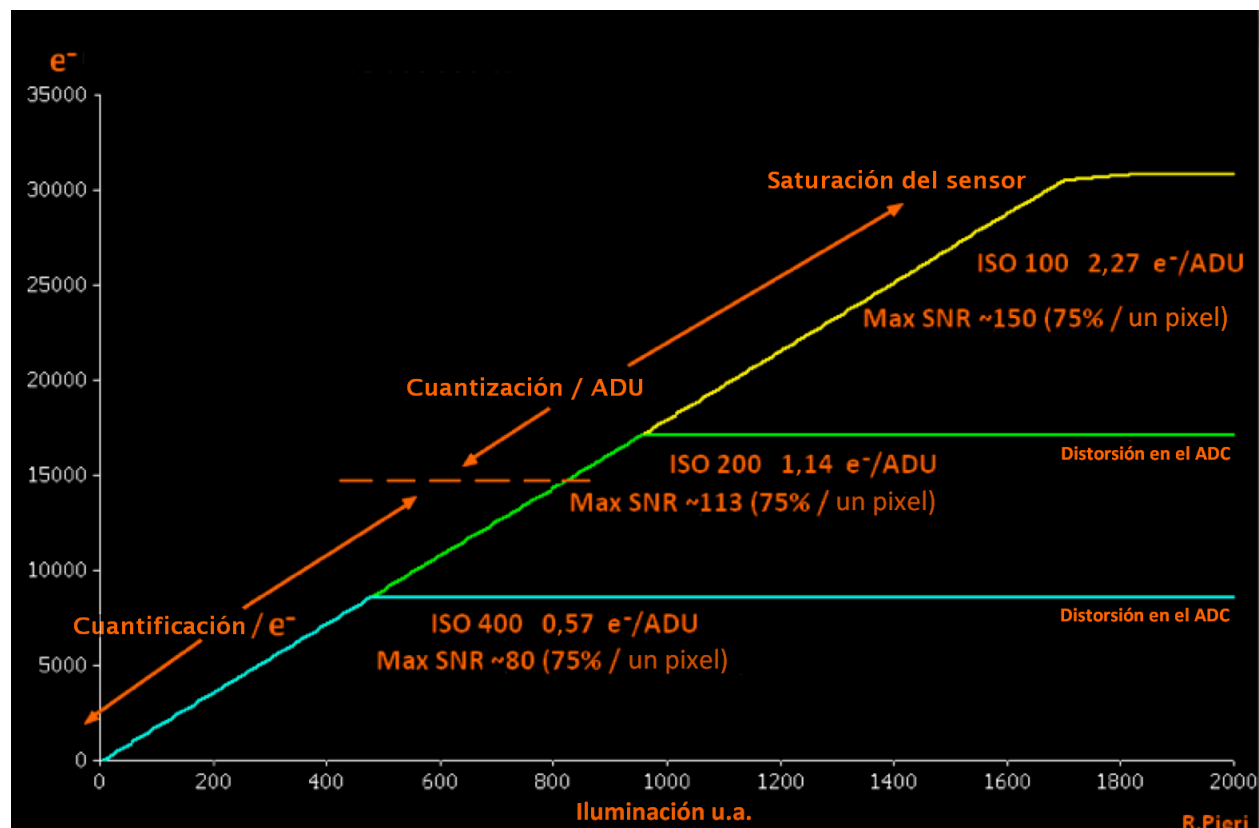


Figura 2.7. Linealidad y saturación de los electrones para el canal verde de la Canon 450D a diferentes ajustes de ISO (cortesía de Roger Pieri).

Ahora vas a ajustar el tiempo de exposición, de modo tal que puedas tomar fotos que duren por lo menos varios segundos. La cantidad de tiempo que elijas dependerá de diversos factores, tales como el brillo de la estrella, la apertura de diafragma, el ISO elegido y de si deseas evitar las estelas de las estrellas. Si la estrella es débil, necesitas exponer lo suficiente como para medir su brillo con precisión. Si la estrella es brillante, una exposición larga corre el riesgo de saturar. Ya que una apertura de diafragma más chica permite que entre más luz, permite también una exposición más corta. A medida que se baja el ajuste del ISO, el tiempo requerido de exposición sube. Si tu cámara está montada en un trípode, tus tiempos de exposición están limitados a alrededor de 5-20 segundos (Tabla 2.3) para evitar tener estelas largas. Si tu cámara está en una montura con guiado, puedes seguir hasta alrededor de 60 segundos antes de preocuparte por el brillo del fondo de cielo o la precisión del guiado. Para exposiciones largas, puede que necesites ajustar el tiempo de exposición a “BULBO” y usar un cable para operar el obturador. También puedes elegir tomar múltiples imágenes con idénticos tiempos de exposición y combinarlas con un proceso de software llamado apilado. La exposición combinada de las imágenes apiladas debería sumar al menos 60 segundos para promediar apropiadamente la variabilidad de la señal debida al centelleo,

comúnmente observado como titilar. Este tiempo de integración va en función del nivel de precisión fotométrica deseada para la observación, del “seeing,” y de la apertura del instrumento. El centelleo es fuerte con aperturas pequeñas y se debilita cuando la apertura crece. Es otro efecto del “seeing”, la turbulencia de la atmósfera.

Las tablas de abajo indican la magnitud más débil alcanzable bajo un cielo excelente, en el zenit y con un ajuste de 400 ISO, usando varias ópticas y apertura máxima, con y sin guiado en AR. Se muestra el correspondiente tipo de exposición y el nivel de saturación para una apertura fotométrica de 25 píxeles a ISO 400 y 100. Un rango dinámico mucho más grande se puede alcanzar usando un desenfoque mayor.

Tabla 2.3. Ejemplos de exposición para montura con trípode fijo

Tipo de óptica: montura sin guiado	DF mm	F-stop	Tamaño de la apertura mm ²	Max. exposición*	Mag. límite	Mag. de saturación ISO 400	Mag. de saturación ISO 100	FOV** grados
Zoom 18-55 / 3,5-5,6	55	5,6	76	20 s	8	5,1	3,7	15,3 x 22,8
Zoom 70-300 / 4-5,6	70	4	240	16 s	9	6,2	4,8	12 x 18
Tele 200 mm F4	200	4	1963	5,5 s	10	7,3	5,9	4,24 x 6,36
Zoom 70-300 / 4-5,6	300	5,6	2254	3,7 s	10	7,1	5,7	2,8 x 4,2
Refractor 400 mm F5	400	5	5026	2,7 s	10,5	7,6	6,2	2,1 x 3,2

* Estela de 15 píxeles de 5,2 micrones en declinación 0 grados. El promedio de centelleo de una estrella hace necesario un total de 60 s. de integración, por lo que varias imágenes deberían ser apiladas para alcanzar una serie de 60 s. Realizar varias series (5 o más) permite un análisis estadístico lo suficientemente bueno; es importante optimizar los ajustes.

** Sensor de tamaño APS-C

“DF” es la Distancia Focal

“Mag. límite” es la magnitud de la estrella más débil medible con un error instrumental de 0,05 mag. en una apertura fotométrica de al menos 25 píxeles, en una imagen. El error total sería mayor, dependiendo de las condiciones de cielo.

“Mag. de saturación” es la magnitud en la cual al menos un píxel alcanza el 75% del nivel de saturación.

Tabla 2.4. Ejemplos de exposición para montura guiada

Tipo de óptica: montura con guiado	DF mm	F-stop	Tamaño de la apertura mm ²	Max. exposi- ción*	Mag. límite	Mag. de saturación ISO 400	Mag. de saturación ISO 100	FOV** grados
Tele 200mm F4	200	4	1963	60 s	13	9,9	8,5	4,24 x 6,36
Zoom 70- 300 / F4-5,6	300	5,6	2254	60 s	13	10	8,6	2,8 x 4,2
Refractor 400 mm F5	400	5	5026	60 s	14	10,9	9,5	2,1 x 3,2
Newton 800 mm F4	800	4	31416	60 s	16	12,9	11,5	1 x 1,6

Las notas son las mismas que para la Tabla 2.3.

La cámara DSLR ofrece una variedad de formatos de archivos. El único que se requiere para fotometría es el RAW, que registra directamente lo que el sensor ha detectado y no incluye ningún procesamiento o compresión por parte de la cámara. RAW requiere una enorme cantidad de memoria de almacenamiento, pero toda esta información es necesaria para una fotometría precisa. Mientras que JPG es un formato más común para los fotógrafos, no preserva la información que el universo se ha tomado el trabajo de enviar al sensor de tu cámara. Se recomienda evitar el modo combinado RAW+JPEG que existe en varias DSLR. La salida JPEG requiere un montón de trabajo del procesador (reducción de ruido, varias correcciones internas de la cámara, de-Bayer, sRGB...). Consume mucha batería y genera calor que incrementa el ruido de patrón fijo (llamado ruido oscuro).

Hay muchos otros ajustes en tu cámara que no sirven para fotometría. Cualquier función que incluya procesamiento de la imagen por parte de la cámara, tal como reducción de ruido, debe evitarse. También es bueno bajar el brillo del LCD (incluso apagarlo) para preservar tu visión nocturna y no gastar batería. Los autores de esta guía no pueden conocer todos los ajustes que puede llegar a tener tu cámara, pero cuando tengas alguna duda, elige aquel que suene como que no va a hacer nada raro.

2.5 Filtros y Respuesta Espectral

2.5.1 Cámara DSLR estándar (sin modificar)

Los filtros rojos, verde y azul Bayer (en realidad píxeles RGGB) se preparan con pigmentos depositados sobre la superficie superior de los píxeles del detector de silicio del CMOS y no se los puede limpiar o sacar. Estos filtros forman un patrón mariposa de filtros rojo, verde y azul que se sitúa por encima del sensor (ver Figura 2.3). Cada píxel es por lo tanto sensible sólo a su propio color de luz. Un arreglo de microlentes (pegadas con cemento sobre el detector) enfoca la luz que cae en cada píxel hacia la parte

más sensible del mismo, mejorando el factor de llenado del píxel hasta un nivel cercano al 100%. A una corta distancia, enfrente mismo del sensor, hay un conjunto de filtros que lleva a cabo varias funciones, incluyendo:

- Filtro IR que reduce el exceso de sensibilidad al rojo profundo y el infrarrojo. No se lo puede sacar de las cámaras modernas sin desactivar todas las funciones del conjunto de filtros.
- Corte IR (filtro dieléctrico) que elimina luz infrarroja por sobre 700 nm.
- Corte UV (filtro dieléctrico) que elimina luz ultravioleta por debajo de 400 nm.
- Anti-Moiré que reduce el efecto textura causado por la estructura de Bayer (un filtro espacial de baja transmisión, reduce levemente la resolución y minimiza el problema de submuestreo en fotometría)

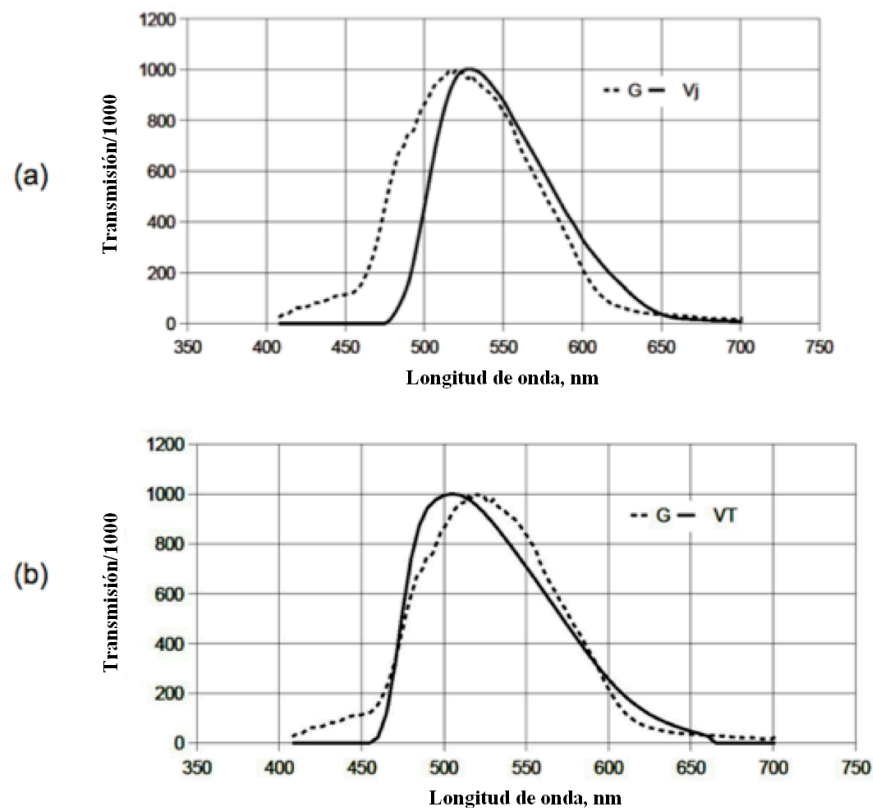


Figura 2.8. Respuesta espectral del canal G de la DSLR comparada con las definiciones de las bandas (a) V de Johnson y (b) VT de Tycho. (Cortesía de Brian Kloppenborg et al., *JAAVSO*, 40, 815 (2012)).

La longitud de onda de respuesta de los canales G+G combinados de la DSLR no está lejos de la definición estándar de V de Johnson y entrega una buena magnitud V después de una transformación clásica. La técnica VSF (filtro sintético V; R. Pieri, *JAAVSO*, 40, 2, 834 (2012)), que combina los canales RGGB, funciona un poco mejor. La señal del canal B se puede transformar a B de Johnson para la mayor parte de los tipos espectrales, pero esto sigue siendo tema de experimentación. El canal R está demasiado lejos de R de Cousins (Rc) como para ser transformable. Ya que la respuesta azul y verde típica de las

DSLR se puede transformar efectivamente al sistema de Johnson, no sería necesario agregar filtros adicionales en el camino de la luz de una DSLR sin modificar.

2.5.2 Modificando una cámara DSLR

Los filtros de muchas cámaras DSLR pueden ser removidos (corriendo el riesgo) por especialistas. El hacerlo incrementa la respuesta en el infrarrojo cercano (H-alpha, etc.). Sacarlos todos es interesante para espectroscopia. Al tomar imágenes clásicas es necesario reemplazar las funciones de corte del IR y el UV mediante el uso de un filtro externo (estas funciones se remueven con el filtro IR). Ese filtro externo IR y UV también se necesita para la fotometría V y B (y posiblemente también R). La eliminación del filtro IR mejora bastante la respuesta G en el rojo y ofrece un mejor valor V con una transformación más pequeña. También podría ayudar a lograr un valor de R de Cousins pero esto hay que confirmarlo. B no se modifica. La eliminación del anti-Moiré (inevitable cuando se saca el filtro IR) hace que el problema de submuestreo de Bayer sea más crítico (se necesita más desenfoque).

Sin remover los filtros originales, agregar un filtro V de Johnson enfrente de la lente, ya sea usando R+G+B o sólo G+G, aún requiere de una transformación grande y reduce la SNR. Errores altos en los tipos espectrales K y M siguen presentes después de la transformación. Por lo tanto no se recomienda hacerlo.

La Figura 2.9 muestra la respuesta en longitud de onda de una Canon 450D sin modificar, en la cual los canales rojo, verde y azul se combinan con V de Johnson.

Agregar un filtro fotográfico Y50 (corte en el azul) a una DSLR sin modificar y usando la técnica VSF a $G+0,05 \times R$, nos da un muy buen valor V sin bajar demasiado la SNR. Da el mejor resultado de todas las técnicas para los tipos espectrales K y M.

En conclusión, se recomienda una DSLR sin modificar y sin filtros adicionales para fotometría V regular. Remover el filtro IR puede ser interesante para proyectos específicos.

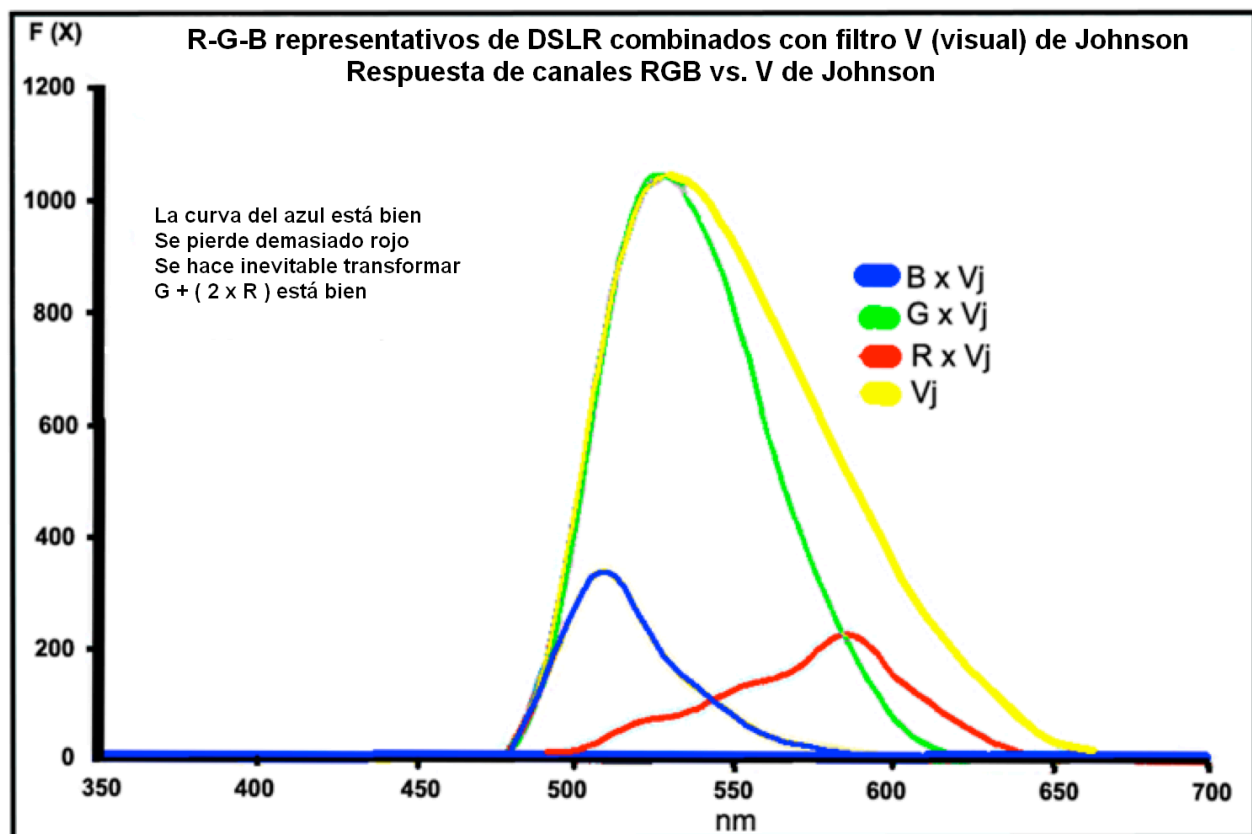


Figura 2.9. Respuesta en longitud de onda de una Canon 450D sin modificar, en la cual los canales rojo, verde y azul se combinan con V de Johnson. (Cortesía de Roger Pieri).

Capítulo 3: Descripción del software

Con la excepción de tu aparato detector, las computadoras y el software son las cosas más importantes en DSLR. Muchos aspectos de planear observaciones, adquirir y calibrar imágenes y medir, analizar y reportar resultados son posibles gracias a la ayuda del software apropiado. Hay un número de opciones gratis y comerciales disponibles, con nuevas ofertas llegando al mercado cada tanto. Algunos programas llevan a cabo múltiples tareas mientras que otros son más especializados. No hay un solo paquete que haga todo por lo que probablemente terminarás utilizando un pequeño conjunto de programas, cada uno dedicado a una tarea específica dentro de tu rutina de trabajo.

Como el software va cambiando continuamente, este manual no sirve de guía para un único paquete de software. En cambio, proveemos un resumen de alto nivel de las funciones que necesitas, probablemente quieras, y aquellas que seas capaz de usar dentro de los programas de reducción fotométrica. Si necesitas tutoriales paso a paso para un paquete de software en particular, por favor, consulta los tutoriales de fotometría DSLR disponibles en el sitio web de AAVSO.

3.1 Requerimientos mínimos en un software de fotometría DSLR

Cuando elegimos el software para fotometría DSLR, hay cuatro funciones principales que debe cumplir: abrir imágenes RAW, aplicar los bias/flats/darks, extraer canales de color individuales, y llevar a cabo análisis fotométrico. No hay un único programa “correcto” que usar, y puede que te resulte cómodo utilizar varios programas para realizar estas tareas. En los próximos párrafos describiremos cada uno de estos pasos en detalle.

3.1.1 Compatibilidad de tu cámara con el formato RAW

Como se describió en el capítulo previo, para poder extraer mediciones fotométricas precisas de tus imágenes, es muy importante que los valores de datos crudos de la cámara permanezcan sin ser alterados por alguno de los procesados incorporados. En consecuencia, tu software fotométrico debe ser capaz de leer y manipular el formato RAW que tu cámara produce. No hay un formato RAW universal: Canon usa archivos CRW y CR2 mientras que Nikon usa archivos NEF. Cada fabricante de cámara usa uno diferente.

Cuando vayas a comprar software (o una cámara), ten presente que cuando sale al mercado un producto nuevo, pueden pasar varias semanas o meses antes de que se actualice el software de fotometría y procesado para poder leer el nuevo formato RAW. Deberías verificar que haya actualizaciones para tu cámara consultando el sitio web de la compañía de software.

3.1.2 Calibración integrada de imágenes (aplicación de bias, flats y darks)

Tal como será explicado en el próximo capítulo, deben tomarse una serie de imágenes de calibración además de las imágenes científicas. Estas imágenes, llamadas bias, flats y darks, permiten determinar la presencia de offsets constantes, de iluminación desigual causada por las ópticas y de hot pixels (u otras desviaciones de la linealidad) en el detector de tu cámara. Para obtener una medición precisa de la

intensidad de las estrellas, se debe remover estos efectos. Por lo tanto, tu software no sólo debe leer y mostrar las imágenes sino que también debe ser capaz de aplicar estas tomas de calibración a tus imágenes científicas.

3.1.3 Extracción de canales de color individuales

Como se describió en el capítulo anterior, el mosaico de filtros de color Bayer de los sensores de las DSLR permite que se registre simultáneamente en la misma imagen la información del rojo, el verde y el azul. Se dice que cada color está en un plano o canal separado. Tu software fotométrico debe ser capaz de separar las imágenes RAW en imágenes individuales de rojo, verde y azul. En realidad hay dos canales verdes y algunos programas, por ejemplo AIP4Win, los combinan en una imagen. Otros, como MaxIm DL, tratan cada canal por separado. Hoy en día, la mayoría sólo extrae un canal de color a la vez, por lo que puede ser necesario repetir el proceso de extracción si hay interés en los tres.

Varios de los programas de fotometría populares incluyen la capacidad de extraer los canales de color del archivo RAW (p. ej., MuniWin, IRIS, AIP4Win, MaxIm DL). Con ellos, puedes usar un único programa para extraer el canal verde, llevar a cabo la calibración de la imagen, y el análisis fotométrico. Unos pocos de los programas fotométricos conocidos no leen archivos de imágenes RAW de DSLR (p. ej., MPO Canopus, VPhot) o no tienen la capacidad de extraer canales de color individuales de tu imagen original. Si te gustan las herramientas de fotometría de algunos de estos, entonces tendrás que extraer primero los canales verdes y convertir la imagen de ese único color al formato FITS que reconocen MPO Canopus y VPhot.

La mayoría de los programas extrae imágenes de color que son más pequeñas que la imagen RAW (p. ej., una imagen RAW de 5200 x 3460 píxeles dará como resultado una imagen extraída verde de 2600 x 1730 píxeles). Sin embargo, AIP4Win interpola asumiendo cuánta luz roja, verde y azul habría caído en cada píxel de la imagen. Lo hace, por ejemplo, chequeando los píxeles verdes de los alrededores e interpolando cuánta luz verde debería haber caído en los píxeles rojos y azules. De ese modo las imágenes extraídas tienen el mismo tamaño que las imágenes RAW. Tiene disponibles varios métodos de interpolación y es importante seleccionar la opción bilineal para tener mayor precisión.

Nota: dependiendo del software que uses, puede ser necesario extraer los canales de color antes de la calibración. Es muy importante no mezclar las tomas de calibración de los diferentes planos de color.

3.1.4 Análisis fotométrico

El análisis fotométrico es la medición del número de fotones procedentes de la estrella que alcanzaron el detector. Cada programa tiene su propio método específico para tomar esta medición pero generalmente todos requieren que el usuario seleccione el radio (en píxeles) de un círculo a medir alrededor del objeto y las estrellas de comparación. Cada programa tiene sus propios comandos para tomar esta medición pero todos usan una “apertura de medición” y una “apertura de cielo”. La apertura de medición es una pequeña región circular (o cuadrada) que rodea la estrella. El software contará la señal total dentro de la apertura de medición. Este total incluirá fotones de la estrella y también fotones del brillo de cielo. La apertura de cielo suele ser un anillo que rodea a la apertura de medición y que no contiene ninguna estrella. El software utiliza la señal medida en la apertura de cielo para sustraer el brillo de cielo de la señal de la

estrella que está en la apertura de medición. Este procedimiento se llama “fotometría de apertura”. Varios programas permiten que este procedimiento se realice por lotes (vean los temas de procesado por lotes y programación) lo cual simplificará y acelerará mucho el análisis si se trata de muchas imágenes.

3.2 Características útiles del software

Las siguientes son algunas características adicionales disponibles en algunos paquetes de software que harán mucho más eficiente el procesado de imágenes. Ninguna es indispensable, pero harán tu trabajo más sencillo.

3.2.1 Procesamiento por lotes de imágenes

Para hacer menos pesado el trabajo de procesar a mano cada imagen individualmente, la mayoría de los observadores DSLR rápidamente querrán procesar grupos enteros de imágenes de una vez. Dependiendo de tu técnica de adquisición y de las propiedades de la estrella elegida, podría ser que quisieras tomar docenas o cientos de imágenes del mismo campo. Y por lo tanto también vas a tener que tomar múltiples tomas de calibración. Procesar tantos archivos uno por uno arruinará rápidamente toda la diversión de hacer fotometría DSLR, así que vas a querer procesar los datos por lotes: llevar a cabo la operación del procesado de imágenes en un grupo de archivos.

3.2.2 Programación

Aún mejor que el procesamiento por lotes, la programación te permite combinar varias operaciones en una rutina de trabajo configurable. Algunos paquetes de software definen un simple “lenguaje de programación” para que el usuario pueda escribir scripts (p. ej., IRIS), otros se valen de una Interfaz Gráfica de Usuario (GUI) para definir la rutina de trabajo interactivamente y luego aplicarla a conjuntos de archivos (p. ej., Fitswork). Esta es una función avanzada que sólo la ofrecen algunos paquetes de software, en especial aquellos que también son usados por los astrónomos profesionales. Los principiantes no deberían preocuparse mucho por programar, es mejor que en un principio trabajen en sus rutinas manualmente, pero los observadores experimentados van a encontrar esta característica de mucha utilidad para incrementar la productividad y evitar la frustración de tener que realizar tareas aburridas una y otra vez. Al seleccionar inicialmente un paquete de software, puede que quieras asegurarte de tener la posibilidad de poder utilizar programación más adelante aunque al principio probablemente no la uses mientras estás aprendiendo.

3.2.3 Alineación y apilado

Una forma fácil de mejorar la relación señal-ruido (SNR) de tus imágenes y/o alcanzar objetos más débiles es alinearlas y apilarlas (es decir juntarlas o promediarlas). Muchos paquetes de software de fotometría son capaces de alinear y apilar fotos, aunque el procedimiento paso a paso será levemente diferente entre uno y otro. En general, el software primero tendrá que registrar las imágenes identificando varias estrellas en común en cada una de ellas. En la fase de alineación, las imágenes se rotan y se mueven para asegurar que las estrellas que se registren en las sucesivas imágenes estén alineadas. Luego, en la fase de apilado, se calcula la media o los valores promedio de cada píxel a partir de la suma de las imágenes. La imagen final es el resultado de estos valores de píxeles apilados.

La parte de ruido del contenido de cada píxel no es constante sino que fluctúa alrededor de un valor medio y puede cambiar entre una imagen y la siguiente. Al apilar imágenes, la relación señal-ruido tiende a mejorar. Esto es porque la suma de varias mediciones da como resultado que tanto la señal como el ruido se incrementen en términos absolutos, pero el ruido, al ser aleatorio, se incrementa más lentamente que la señal. Para regiones sin estrellas en la imagen apilada, el resultado será valores de píxel cercanos a un nivel constante de fondo de cielo (cerca de cero para exposiciones cortas desde un sitio oscuro) y con una dispersión reducida si se la compara con la de las imágenes individuales. En el caso de las estrellas, los píxeles no cambiarán mucho de una imagen a otra, por lo que el resultado del proceso de alineación y apilado reducirá el ruido preservando a las estrellas prácticamente sin cambios.

Como cada programa tiene un conjunto específico de pasos que ir dando al alinear y apilar imágenes (y como versiones más recientes del mismo software pueden tener procedimientos levemente diferentes), esos pasos específicos no se han incluido en este manual, pero se pueden encontrar ejemplos en la sección de DSLR del sitio web de AAVSO.

3.2.4 Control por computadora del enfoque y la adquisición de imágenes

La adquisición de imágenes se puede controlar mediante software cuando la cámara está conectada a una computadora a través de un cable USB (que normalmente se usa para bajar imágenes desde la tarjeta de memoria de la cámara). Canon provee el programa EOS Utility con sus DSLR. Otros fabricantes de cámaras deben proveer software similar, tanto sea gratis como pago. También hay software de terceros disponible, incluyendo Backyard EOS y MaxIm DL, entre otros.

Ese software facilita en gran medida el encuadre del objeto, aplicando una cantidad apropiada de desenfoque y de duración de la exposición. Puedes chequear con rapidez el encuadre del objeto y de las estrellas de comparación al tomar una imagen y verla en el monitor. Si la cámara no está apuntando correctamente, se la puede ajustar antes de que se realicen las tomas científicas. También se puede medir esa imagen para asegurarse de que las estrellas de interés no están sobre o sub-expuestas y la duración de la exposición se puede ajustar en consecuencia.

El enfoque automático no funcionará en el cielo nocturno y debería apagarse. De hecho, para fotometría la imagen necesita estar levemente desenfocada (ver el capítulo de adquisición de imágenes). Ajustar la lente al marcador de infinito (∞) es poco probable que sea posible, especialmente si estás usando una lente de aumento. El enfoque manual puede consumir mucho tiempo y resultar frustrante por lo que es recomendable el control a través de software. Backyard EOS es un programa que hace esto con lentes electrónicas de Canon. Puede haber más software disponible para cámaras específicas.

Backyard EOS también automatiza la adquisición de imágenes, tal como lo hacen otros programas. Esto es particularmente útil cuando se requieren múltiples imágenes de un campo para posterior apilado o para registrar estrellas variables que varían relativamente rápido, p. ej., binarias eclipsantes. Se puede programar el software para que obtenga un número fijo de imágenes a intervalos de tiempo especificados.

MaxIm DL es un paquete poderoso de adquisición y análisis, popular tanto entre los observadores de CCD como de DSLR. Sin embargo, a diferencia de la mayoría de los otros programas de adquisición, MaxIm DL guarda las imágenes en formato FITS [ver sección 3.2.6], no en el formato RAW original de

la cámara. Esto no es problema, ya que FITS es el formato habitual de los archivos de entrada del software de fotometría.

3.2.5 Solución automática de placas (astrometría)

Solución de placas (“plate solving”) es el proceso de identificar automáticamente las estrellas detectables en una imagen mediante la referencia cruzada con un catálogo estelar. Si has preparado tus sesiones de observación mirando cartas buscadoras primero (como deberías), pronto aprenderás cómo identificar al objetivo y sus estrellas de comparación a mano, sin la ayuda de la solución de placas automática. Pero para algunas técnicas avanzadas como la fotometría automática, o cuando piensas que detectaste un cambio de brillo en una de las estrellas del campo que podría no ser parte de tu observación original, la solución de placas puede ser útil. Incluso es utilizada por algunos paquetes de software avanzados como MPO Canopus (<http://www.minorplanetobserver.com/MPOSoftware/MPOCanopus.htm>) de forma automática para identificar estrellas variables (o asteroides, etc.). Una solución basada en la web es astrometry.net, que también ofrece software independiente (Linux) que puedes bajar y usar en tu computadora.

3.2.6 Convirtiendo las imágenes al formato FITS

El “Sistema de Transporte de Imágenes Flexible” (FITS) es un estándar abierto para imágenes (y algunos otros conjuntos de datos astronómicos como la información tabular) y es muy popular en la comunidad astronómica. Permite el almacenamiento sin pérdida (el archivo almacenado contiene toda la información que estaba presente en el archivo de imagen RAW original), lo cual es esencial para el trabajo fotométrico. Recuerda que el JPG es un formato de archivo comprimido y sí tiene pérdida. Como el FITS es compatible con prácticamente todo el software serio de astronomía, es una muy buena elección cuando deseas intercambiar datos de imágenes entre diferentes paquetes de software. Otra gran ventaja del formato FITS es que permite el almacenamiento de metadatos de la imagen (p. ej., hora de la observación, lugar de la observación, duración de la exposición, coordenadas estelares del campo, etc.) de una forma estandarizada que el software puede entender. Además FITS es la mejor opción para archivar tus imágenes. Hay, sin embargo, varios sub-formatos de FITS y puede que tengas que experimentar un poco hasta encontrar el sub-formato común compatible con todos tus programas favoritos.

El software Fitswork (http://www.fitswork.de/software/softw_en.php) es un ejemplo de software que trabaja con archivos FITS y que incluso soporta algunas funcionalidades de programación.

3.2.7 Extinción diferencial y correcciones de transformación

Como será explicado en mayor detalle en el próximo capítulo, la extinción diferencial (dispersión que experimenta la luz cuando pasa a través de la atmósfera) y las correcciones de transformación (hacer que el verde de la DSLR se ajuste al filtro astronómico V estándar, etc.) a menudo se llevan a cabo durante la etapa de reducción del análisis. Casi todos los software de fotometría no realizan esta tarea, sin embargo, hay algunos pocos programas que sí (p. ej., el VPhot de AAVSO). Si vas a realizar este paso avanzado en tu análisis de datos, puedes tanto usar un programa (como VPhot o MPO Canopus) que lo incluya, como usar planillas de reducción (como las que están disponibles en la sección de DSLR de AAVSO).

3.2.8 Generación del reporte y envío a través de la web

Las observaciones deben enviarse a la Base de Datos Internacional de AAVSO a través de la página de WebObs (<http://www.aavso.org/webobs>). Varios paquetes de software (p. ej., AIP4Win, MaxIm DL, VPhot y MPO Canopus) pueden generar archivos de texto adecuados con los reportes.

Como alternativa, las observaciones se pueden registrar en una planilla de datos con el formato requerido (<http://www.aavso.org/aavso-extended-file-format>) para luego subirlas usando WebObs.

3.3 Características opcionales

3.3.1 Sincronización de la hora

Ajustar manualmente el día y la hora de la cámara usando como referencia una señal horaria de radio en general es suficiente cuando se observan variables de largo período. En otras circunstancias, registrar la hora exacta para cada imagen es importante, p. ej., cuando se realizan series temporales de binarias eclipsantes para determinar el momento exacto de su mínimo de luz. Las cámaras Canon, y presumiblemente otras, se pueden configurar para que se sincronicen con el reloj de la computadora cuando se las conecta con un cable USB. El reloj de la computadora se puede sincronizar automáticamente a intervalos regulares con un servidor horario de internet. Varios sistemas operativos modernos realizan esta tarea automáticamente, sin embargo, se puede utilizar software especialmente diseñado para tal efecto, como el Dimension 4 (<http://www.thinkman.com/>). El control a través de software de la DSLR (ver debajo) provee una forma conveniente de asegurarse de que el reloj de la cámara esté correctamente ajustado antes de la adquisición de cada imagen.

3.4 Tabla de comparación de capacidades de software

Las soluciones más comunes de software que se usan en la observación de estrellas variables están basadas en Windows o Linux. En la Tabla 3.1 comparamos cuatro paquetes comunes de software fotométrico.

Nota: hay varias versiones de MaxIm DL disponibles. Para realizar fotometría DSLR necesitarás la versión MaxIm DL Pro. Las características y precios están actualizados a principios de 2013.

Tabla 3.1. Tabla de comparación de software

Características	IRIS ⁴	Muniwin ⁵	AIP4Win ⁶	MaxIm DL Pro ⁷
Análisis fotométrico	x	x	x	x
Uso de imágenes RAW	x	x ¹	x	x
Aplicación de Bias, Flats y Darks	x	x	x	x
Separación de color	x	x	x	x
Procesado en lote	x	x	x	x
Alineación y apilado	x		x	x
Pantalla de adquisición de la cámara	x			x
Control del enfoque y de la cámara	x			x
Conversión a FITS	x	x	x	x
Capacidad de programación	x	x		x
Control del telescopio y la montura	x			x
Solución de placas	x		x	x
Generación de reportes			x	x
Costo	Gratis	Gratis	\$99 ²	\$499 ³

Notas:

1) Compatible con pocos formatos; contacta al autor acerca de tu cámara (sitio web de Muniwin).

2) El precio de \$99 incluye el libro “*The Handbook of Astronomical Image Processing*” (El Manual del Procesado de Imágenes Astronómicas).

3) Sólo el MaxIm DL Pro y Suite tendrán todas las características requeridas para fotometría DSLR.

4) <http://www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm>

- 5) <http://c-munipack.sourceforge.net/>
- 6) <http://www.willbell.com/aip/Index.htm>
- 7) http://www.cyanogen.com/maxim_main.php

3.5 Otro software útil

3.5.1 Cartas estelares y planetarios virtuales

Las cartas estelares impresas pueden ser de utilidad para localizar la región del cielo que se va a fotografiar. “Impresas” no necesariamente significa cartas de papel, se las puede guardar como archivos en un dispositivo digital. Cartas que están diseñadas específicamente para encontrar las estrellas variables a estudiar pueden generarse online en <http://www.aavso.org/vsp>. Esta página de AAVSO llamada “Variable Star Plotter”, Figura 3.1, puede generar cartas en diferentes tamaños con sólo ingresar el nombre de la estrella variable. (Su uso se describe en detalle en el Capítulo 7). El campo de visión de una cámara DSLR con una lente típica está generalmente bien representado por una carta de tamaño “B” y usando la opción de orientación “CCD”.

The screenshot shows the AAVSO Variable Star Plotter (VSP) web interface. The header includes navigation links: About Us, Community, Variable Stars, Observing, Data, and Getting Started. The main content area is titled "Variable Star Plotter (VSP)" and contains a form for plotting a quick chart. The form includes the following sections:

- WHAT IS THIS?**: A description of the VSP tool and its purpose.
- WHAT CAN I DO?**: A description of the capabilities of the VSP tool.
- PLOT A QUICK CHART...**: A section for plotting a quick chart, including a text input for the object name (U CEP), a dropdown for the predefined chart scale (B), and radio buttons for chart orientation (Visual, Reversed, CCD).
- DO YOU WANT A CHART OR A LIST OF FIELD PHOTOMETRY?**: Radio buttons for Chart and Photometry Table.
- ADVANCED OPTIONS**: A section for advanced options, including a text input for the chart ID.
- Popular Web Tools**: A list of tools including WebObs, VSP, LCG, and VSX.
- Binocular Charts**: A section for binocular charts, including a description of the binocular chart feature.

Figura 3.1. Página web del Variable Star Plotter (VSP).

La carta resultante tiene a la estrella variable marcada en el medio, Figura 3.2. Cuando se está ajustando el equipo y enfocando, estas cartas son útiles para verificar que la variable esté bien ubicada en tus imágenes. También se indican las magnitudes de algunas estrellas adyacentes, y deberías asegurarte de que algunas de brillo similar a tu objetivo estén incluidas en el campo de visión, para que así puedan ser utilizadas como estrellas de comparación en la reducción. Las magnitudes aparecen sin puntos decimales (ya que en inglés no se usan comas y los puntos se pueden confundir con el símbolo de una estrella en el caso de las más débiles), por lo que una estrella de magnitud 7,1 está indicada como 71.

Las estrellas de comparación en las cartas de VSP aparecen sólo con un decimal. Esto generalmente es suficiente para los observadores visuales pero no es adecuado para el análisis de DSLR. Selecciona la opción “Photometry Table” de VSP para generar una lista detallada de las estrellas de comparación para ese campo. Allí se dan las magnitudes y errores estimados con tres decimales.

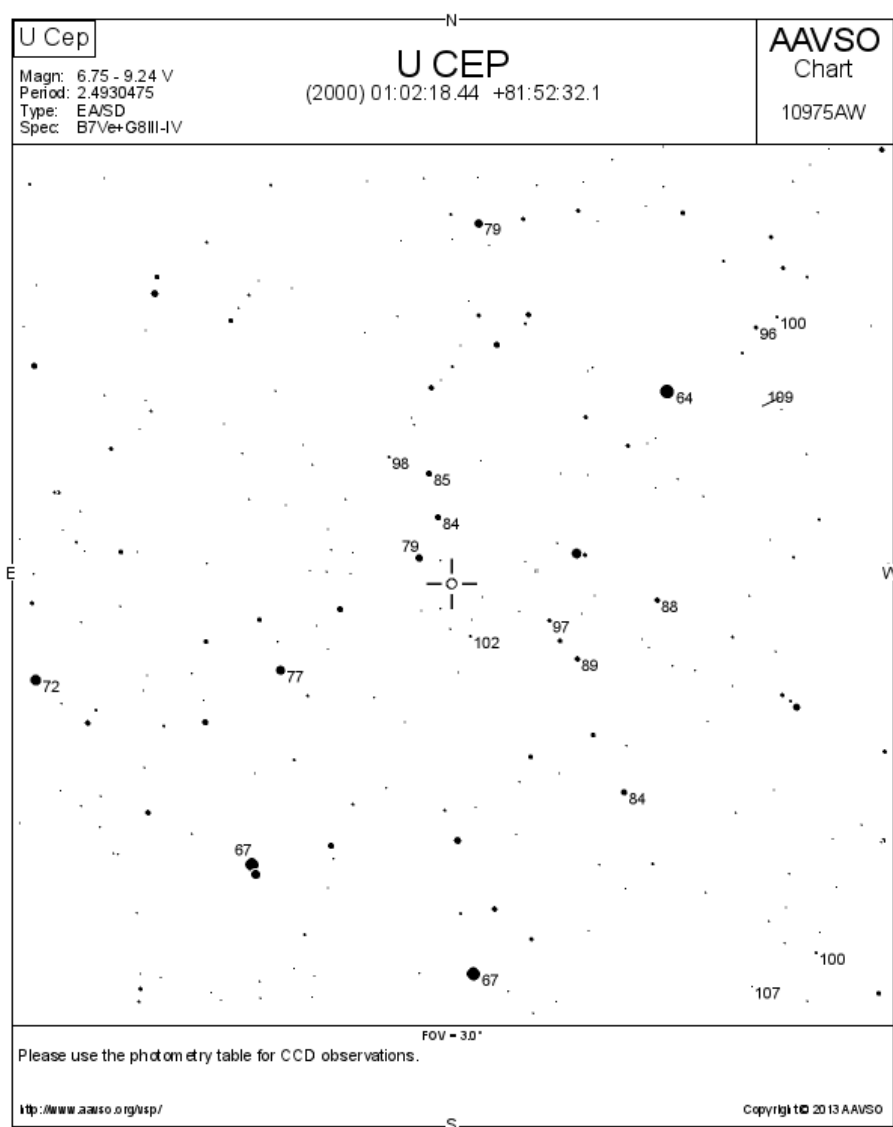


Figura 3.2. Carta del Variable Star Plotter del campo alrededor de la variable U Cep, que muestra las magnitudes de las estrellas de comparación a un decimal (sin el punto decimal).

Si estás usando una montura ecuatorial bien alineada, las coordenadas de la estrella que aparecen en la carta te ayudarán a moverte rápidamente al campo estelar correcto.

Si simplemente estás usando un trípode, una carta que muestre una porción mayor de cielo puede resultarte útil para apuntar tu cámara. Cartas de campo amplio o atlas estelares pueden usarse para ello. Sin embargo, los planetarios virtuales son más convenientes porque se puede cambiar el tamaño y la orientación de la carta que muestran para que encajen con tu sistema fotográfico y para que las estrellas que vas a observar se puedan buscar y centrar con facilidad. Varios paquetes de software de planetario también pueden controlar una montura de telescopio (ver “Telescopio y/o control de montura” debajo). Hay numerosas opciones gratis y comerciales disponibles, tales como Stellarium, Cartes du Ciel y TheSky. Algunos planetarios virtuales para dispositivos móviles pueden detectar la dirección hacia la que estás apuntando y ajustar la vista automáticamente para mostrar las estrellas que están en esa dirección, lo cual puede ser muy conveniente.

Un punto a tener en cuenta al usar software es que la estrella variable puede que aparezca con un brillo distinto al que la verás en tu noche de observación, justamente, ¡porque es variable!

3.5.2 Telescopio y/o control de montura

Varias monturas de telescopio con funcionalidades de “GoTo” se pueden controlar usando software en tu computadora. Este tipo de monturas suele venir con controladores o protocolos de comunicación compatibles con planetarios como Stellarium o TheSky. Hay por lo menos dos ventajas principales de controlar la montura mediante software. Una es que el objetivo puede ser encontrado fácilmente (siempre que sea visible en el cielo en ese momento). La otra es que una montura de seguimiento hará posible que la cámara quede fija apuntando al mismo objeto compensando la rotación de la Tierra. Esto permite exposiciones más largas, lo cual hace que se detecten estrellas más débiles. Lo ideal sería que la cámara estuviese montada en una montura ecuatorial, pero varias monturas GoTo son altazimutales, las cuales son más fáciles de instalar y ya vienen controladas por computadoras modernas (que pueden estar dentro de la montura misma) para que sigan las estrellas. Estrictamente hablando, el uso de una montura altazimutal (sin un costoso rotador de cámara) hace que la imagen rote levemente. La mayoría del software que trabaja con secuencias de imágenes puede compensar esa rotación y para exposiciones cortas no genera un problema serio con las imágenes individuales.

Capítulo 4. Adquisición de Imágenes

4.1 Descripción de la adquisición

La fotometría DSLR es, en principio, un proceso muy simple: tomas imágenes del cielo, extraes los datos fotométricos, calibras/reduces los datos, y envías tus mediciones para que queden archivadas a largo plazo. El paso de la adquisición de la imagen es fundamentalmente el más importante de estos procesos ya que si los datos para analizar que se obtienen son de calidad pobre, el producto final también lo será.

En este capítulo navegaremos en los detalles del trabajo preliminar que deberías realizar antes de tomar tus primeros datos, cómo realizar tomas de calibración, cómo encontrar tu campo estelar en un buscador muy pequeño, cómo adquirir imágenes y evaluar su calidad y, finalmente, algunos trucos útiles de fotometristas de DSLR experimentados.

4.2 Trabajo preliminar

4.2.1 Notebooks

Quizás uno de los aspectos más importantes de hacer ciencia es guardar registros adecuados de lo que has hecho. Puede sonar como algo simple, pero una libreta detallando tu equipo y las sesiones de observación no sólo te ayudará a ti a identificar problemas con tus datos o tus procedimientos, sino también a otros experimentadores a reproducir tu trabajo si es que eso fuese necesario.

Como mínimo, tus registros deben indicar la fecha y hora de tus imágenes, los objetos de los que se están tomando datos científicos, las condiciones climáticas y cualquier cosa que salga mal durante tu sesión de observación. También es una buena idea anotar periódicamente la temperatura, la humedad y las condiciones del cielo, ya que estas pueden alterar la calidad de tus imágenes. No olvides anotar cualquier cosa inusual que ocurra en tu sesión o con tu equipo. ¿Está la luz del garage de tu vecino prendida esta noche y no lo estaba la noche anterior? ¿Te quedaste sin baterías en la mitad de una sesión de imágenes y tuviste que cambiarlas?

4.2.2 Lugar de observación, monturas y controles de la cámara

Como sucede con las sesiones de observación, la mayor parte del trabajo se realiza en la oscuridad. Deberías encontrar un lugar desde donde observar que esté libre de obstrucciones tanto en el cielo como en el piso. Ya sea que utilices un trípode o una montura telescópica, apréndete bien dónde se encuentran los controles y funciones que te pueden resultar de utilidad. Por ejemplo, ¿las patas de tu trípode son muy anchas? ¿Cómo se ajustan las patas? ¿Cómo funcionan los frenos en la cabeza del trípode? ¿La cabeza tiene una platina de acople rápido? Trata de acoplar tu cámara a la montura a la luz del día y de alcanzar posiciones extremas (p. ej., el cenit) para verificar que nada interfiera cuando apuntes, o que nada se pueda enredar o dañarse sin querer durante tu sesión.

Con respecto a tu cámara, deberías ser capaz de encontrar y de usar todos los controles siguientes:

- Foco y anillos de zoom
- Foco manual (p. ej., desactivar el foco automático)
- Interruptor del estabilizador de imágenes (apagarlo)
- Tiempo de exposición
- Apertura de diafragma (f-stop)
- Ajuste del ISO
- Tipo de imágenes a guardar (elegir RAW)

4.2.3 Energía de la cámara

Tal vez una de las peores “trampas” en fotometría DSLR ocurre cuando a la cámara se le acaba la batería o le queda muy poca. Algunos observadores han reportado en el pasado que el ruido de fondo de sus DSLR crecía dramáticamente a medida que la carga de la batería se acababa o después de que se la cambiaba. Esto no parece ser un problema con las cámaras más nuevas, pero es algo a tener en cuenta si estás usando un equipo de algunos años de antigüedad. Si planeas realizar sesiones de observación largas (p. ej., casi del tiempo que dura tu batería), es aconsejable que uses alimentación externa o que tengas una segunda batería si conectar la corriente no es práctico en tu lugar de observación.

4.2.4 Cartas buscadoras

Localizar una estrella variable y sus estrellas de comparación sin una carta buscadora de buena calidad puede tornarse un ejercicio inútil, así que asegúrate de traer una contigo al lugar de observación. Suele ser particularmente útil traer cartas buscadoras con diferentes campos de visión, especialmente con campos de visión que sean mayores que el de la cámara.

4.2.5 Plan de observación

Una buena sesión de observación comienza con un plan bien definido. Sugerimos que crees una lista de las acciones que hacen falta para obtener imágenes de calidad científica, especialmente si este es tu primer intento con la fotometría DSLR. ¿Qué campos intentas observar? ¿Dónde están situadas las estrellas de calibración (las cartas buscadoras ayudan)? ¿Qué ajustes de la cámara se requieren? ¿Cuántas imágenes se necesitan? Todos estos puntos deberían quedar registrados en tu libreta de observación.

4.3 Fuentes de ruido y bias sistemático

Uno esperaría que todos los píxeles de una imagen tengan exactamente el mismo valor de ADU si la cámara es iluminada por una fuente de luz completamente pareja; sin embargo, este nunca es el caso. La señal detectada es influenciada por diversos factores, incluyendo viñeteado causado por la lente o el telescopio, variaciones de sensibilidad de píxel a píxel en el sensor, polvo en varias superficies ópticas, estadísticas de conteo debidas al tiempo de llegada aleatorio de los fotones y ruido electrónico generado en la cámara.



Figura 4.1. Imagen muy ampliada de una caja de luz con iluminación dispareja. (Imagen de Mark Blackford).

En la Figura 4.1 podemos ver varios de los defectos mencionados anteriormente. Las manchas circulares son causadas por polvo en las ópticas, la intensidad reducida en las esquinas se debe al viñeteado y las líneas horizontales y verticales son el resultado de variaciones en la sensibilidad de los píxeles y ruido electrónico. Aunque no sea obvio al ojo, estos defectos también están presentes en las imágenes científicas y deben ser removidos antes de realizar la fotometría.

Para dar cuenta apropiadamente de estos defectos, debes tomar una serie de imágenes de calibración y llevar a cabo un número de operaciones matemáticas con tus tomas científicas, que incluyen la sustracción de bias y darks para remover el ruido de componente fijo y la división de la imagen resultante por un flat para remover los efectos del viñeteado y de las variaciones de sensibilidad entre píxeles como así también de las sombras de polvo. Puedes encontrar detalles de cómo llevar a cabo estas operaciones en el manual de tu software de fotometría. Esta sección (que podría haber sido un capítulo entero) provee una explicación detallada de los diversos defectos que esos pasos de calibración intentan mitigar. Para ampliar la lectura, referimos al lector al *Handbook of Astronomical Image Processing* de Berry y Burnell o a fuentes online similares.

4.3.1 Ruido aleatorio

El defecto en las imágenes más fácil de entender es el ruido aleatorio. El ruido aleatorio es totalmente independiente de píxel a píxel y de imagen a imagen. En cada foto el patrón de ruido aleatorio es diferente. El aspecto granulado de las imágenes (Figura 4.2) tomadas con ISO alto se debe a este ruido y genera un error positivo o negativo en nuestra medición de magnitud.

Hay dos fuentes principales de ruido aleatorio en las imágenes de DSLR. La primera es el ruido de Johnson-Nyquist. Este ruido se genera en las electrónicas de la cámara y es causado por la agitación térmica de los electrones. A menudo se lo llama “ruido de lectura”. La segunda fuente de ruido es el ruido de disparo, un ruido electrónico que está relacionado al número de fotones (N) detectados y surge de la naturaleza estadística de la emisión de fotones en la fuente. El ruido de disparo es simplemente la raíz cuadrada del número de fotones detectados.

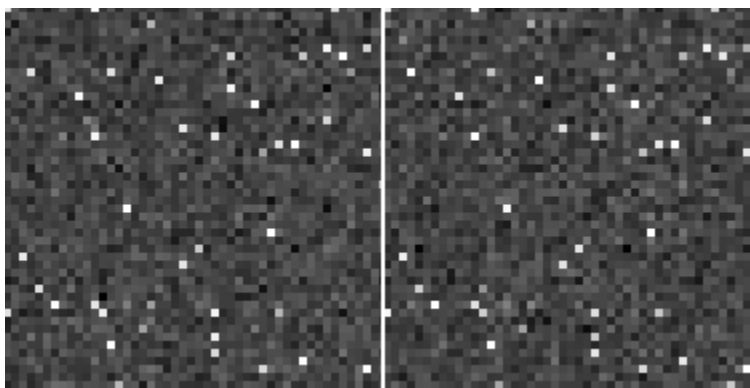


Figura 4.2. Dos exposiciones de 120 segundos a ISO 400, 20°C y del mismo bloque de píxeles de las imágenes crudas. Los píxeles brillantes son impulsos de corriente oscura y son iguales en ambas imágenes. El fondo granulado es ruido aleatorio y es diferente en cada imagen. (Imágenes de Roger Pieri).

El ruido aleatorio está presente tanto en las imágenes de calibración como en las imágenes científicas y no se puede eliminar. La única forma de reducir su impacto es incrementar la señal (fotones) mediante el uso de exposiciones más largas, ya sea en un único disparo de larga duración o apilando (sumando) varias imágenes de tiempo de exposición más corto si hay riesgo de saturación.

Muchas cámaras tienen filtros de software incorporados que reducen la visibilidad de este ruido en las imágenes. Aunque son útiles en la fotografía diaria, los filtros alteran los datos originales de la imagen y no se deben usar en fotometría. Por lo tanto todas las opciones de reducción de ruido que vengan con la cámara se deben deshabilitar cuando se hace fotometría.

4.3.2 Ruido de patrón fijo (FPN)

Al contrario del ruido de Johnson-Nyquist y del ruido de disparo, el ruido de patrón fijo (FPN) no es aleatorio, se debe a defectos tecnológicos de naturaleza permanente. Cuando algunos píxeles en particular

son afectados por esos defectos, forman un patrón que se repite de imagen en imagen. A diferencia del ruido aleatorio, el FPN se puede caracterizar y remover durante el proceso de calibración de la imagen.

Hay varios tipos de ruido de patrón fijo, incluyendo el bias y offsets sistemáticos, hot pixels y píxeles muertos, corriente oscura e impulsos de corriente oscura. En los siguientes párrafos describimos cada uno de ellos en mayor detalle.

Bias y offset sistemático

El bias es un pequeño desplazamiento del nivel negro de cada píxel, a menudo relacionado a la organización en filas y columnas de los píxeles. Puede estar distribuido uniformemente por todos los píxeles o formar franjas en el nivel negro de las imágenes (ver Figura 4.3). La amplitud es extremadamente pequeña en los sensores actuales, en general de sólo unos pocos ADU.

Nota: Hay patrones de defecto similares (franjas) en imágenes DSLR que no se repiten de imagen a imagen y no se pueden remover calibrándolas. Esto suele deberse a señales inducidas por los circuitos electrónicos digitales hacia los componentes electrónicos analógicos de alta sensibilidad. Sin embargo, tienen niveles de ADU muy bajos y no representan un gran problema.

Algunas cámaras vienen diseñadas con un offset sistemático. Es un desplazamiento perfectamente determinado de la codificación del nivel de negro en el archivo de imagen. Suele ser de 1024 ó 2048 ADU en las cámaras modernas. Este offset da la posibilidad de registrar valores negativos del ruido y algo de la deriva del nivel de negro. Esta característica es importante para el procesamiento fotométrico porque se tiene que sustraer antes de aplicar cualquier operación matemática no aditiva, como la corrección de campo plano (flat).

Los bias y offsets sistemáticos están presentes en todas las tomas de calibración científicas. Se remueven sustrayendo master bias (que se describen más adelante en este capítulo).

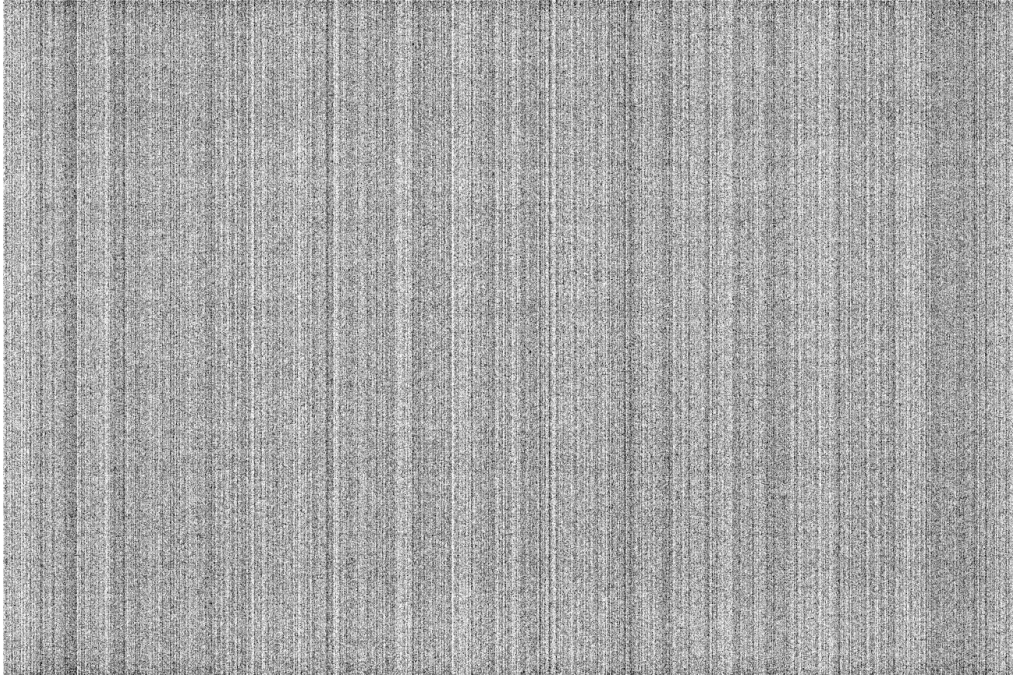


Figura 4.3. Master bias muy ampliada que muestra el ruido de patrón fijo con una amplitud de unos pocos ADU (ISO 200). Esta imagen tiene tanto un offset uniforme desde 0 ADU como franjas relacionadas a la organización en filas/columnas de los componentes electrónicos. (Imagen de Mark Blackford).

4.3.3 Píxeles muertos y hot pixels

Los píxeles muertos y los hot pixels son píxeles que no están funcionando adecuadamente. Los píxeles muertos no responden a la luz y suelen tener niveles de ADU cercanos al nivel del offset sistemático. Los hot pixels tienen demasiada corriente oscura (ver abajo) y altos valores de ADU comparados con los píxeles normales de la imagen. Son defectos del sensor, normalmente algunos se pueden tolerar en la periferia, pero no debería haber ninguno, o muy pocos, en el área central.

El patrón de píxeles defectuosos se repite de imagen a imagen y se puede corregir registrando primero sus coordenadas en un archivo (llamado “mapa de defectos”) y luego reemplazando los valores de ADU de estos píxeles en las imágenes científicas y de calibración por un valor interpolado a partir de los píxeles normales de los alrededores. Este proceso correctivo se aplica antes que cualquier otro paso de calibración.

Los hot pixels se detectan en las darks y los píxeles muertos en los flats. El límite de ADU elegido por el usuario determina qué píxeles se incluyen. A ISO 100, un límite de 500~1000 ADU por encima del nivel de negro de una dark es un buen comienzo. Consulta el manual de tu software de fotometría para saber cómo utilizar el método preciso para crear un mapa de defectos.

El proceso del mapa de defectos es muy efectivo, lleva muy poco tiempo de procesado y no cuesta tiempo de observación preparar el archivo. Si está disponible en tu software de fotometría, se recomienda su uso.

Los mapas de defectos se pueden usar por varios meses. Su validez está limitada por el proceso de envejecimiento del sensor.

Nota importante: el reemplazo del defecto solo debería realizarse con un intenso sobremuestreo (oversampling). Si un defecto ocurre en el perfil de una estrella, estás asumiendo cuál podría ser el valor interpolado apropiado, y esas especulaciones serían erróneas si píxeles adyacentes difieren mucho en intensidad.

4.3.4 Corriente oscura e impulsos oscuros

Corriente oscura normal

En sensores de imagen CMOS, el fotodiodo funciona bajo un modo de polarización inversa. Eso significa que se aplica un voltaje positivo al cátodo con relación al ánodo. Se bloquea la corriente proveniente de la fuente. La corriente que queda se debe a los electrones liberados por los fotones que caen sobre el fotodiodo. Pero hay otra pequeña corriente que también existe en todo diodo, la corriente inversa, que es una especie de fuga del modo de bloqueo. Esta señal es pequeña, de cerca de 0,1-1,0 electrones por segundo, y resulta en un pequeño incremento del nivel de salida ADU del píxel.

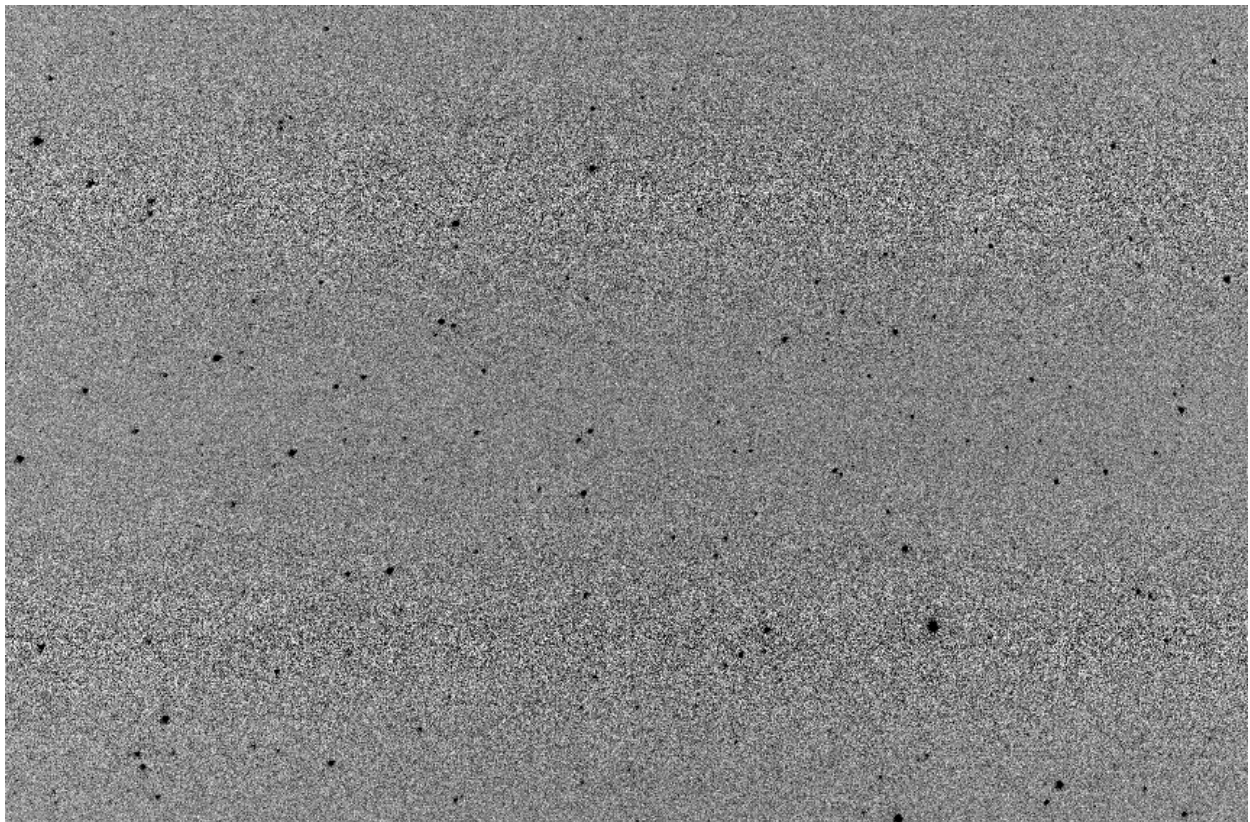


Figura 4.4. Franjas horizontales o bandas pueden estar presentes a menudo en imágenes de cámaras DSLR Canon. Estas franjas normalmente muestran niveles muy bajos (un par de ADU) y son causadas por ruido en los circuitos digitales del sensor previos al ADC. Hay algoritmos para eliminar estos

defectos, pero no son comunes en software astronómico. La sustracción de fondo aplicada adecuadamente tiende a mitigar esta fuente de ruido.

La corriente inversa normal viene fijada por el diseño del sensor y todos los píxeles tienen el mismo desplazamiento positivo debido a ella. La acumulación correspondiente de electrones en el píxel es proporcional al tiempo de exposición. Esto da como resultado una pequeña elevación del nivel global de negro (más o menos como el fondo de cielo). En efecto, esto no es visible en nuestras imágenes ya que es compensando por la electrónica de la DSLR. El único efecto que queda es el correspondiente ruido de disparo, que incrementa el nivel de ruido aleatorio de las exposiciones largas.

La corriente inversa de los diodos es además muy sensible a la temperatura de los mismos. Típicamente se duplica cada 5 a 10° C. Por lo tanto, el incremento en la carga del electrón es proporcional al tiempo de exposición y una función exponencial de la temperatura del sensor. Aunque el mismo sensor CMOS suele generar muy poco calor (tiene disipación de baja potencia), el procesador de la cámara va a elevar la temperatura ambiente de la misma. Habitualmente una cámara DSLR calentará 10°C después de alrededor de una hora de uso. Esto es mucho menos que lo que ocurre con las cámaras CCD, que requieren enfriamiento. Por lo tanto, la corriente oscura normal es menos preocupante en las cámaras DSLR que en las cámaras CCD.

Impulsos de corriente oscura

La astrofotografía con DSLR está frecuentemente plagada de algunos (~3%) píxeles divergentes que tienen una corriente oscura significativamente mayor que lo normal. Estos píxeles divergentes se ven mucho más brillantes en la imagen y a menudo son llamados hot pixels o “impulsos oscuros” (p. ej., los píxeles brillantes en la Figura 4.2). Los impulsos oscuros no se pueden medir en exposiciones muy cortas porque están por debajo del rango de ruido aleatorio de la mayoría de las cámaras DSLR actuales; sin embargo, se vuelven un problema en las exposiciones más largas.

Aunque los hot pixels son una anomalía realmente molesta en astrofotografía, tienen un impacto menor en fotometría, donde la luz es (intencionalmente) dispersada en varios cientos de píxeles. La sustracción del fondo y el apilado/promediado también reduce el impacto de los hot pixels.

4.3.5 Tomas de calibración maestra (masters)

A menudo ignoradas, la creación de tomas de calibración maestras (masters, las cuales aconsejamos más adelante en este capítulo) también introduce algo de ruido aleatorio adicional a las imágenes científicas. Para minimizar este ruido extra, usamos master bias, master darks y master flats realizadas a partir de al menos 16 tomas individuales, pero cuantas más mejor. La señal de la imagen asciende linealmente con el número de tomas pero el ruido aleatorio asciende según la raíz cuadrada del número de tomas, por lo que la relación señal-ruido (SNR) mejora a medida que se añaden más tomas.

4.4 Tomas de calibración (bias, darks y flats)

4.4.1 Bias

Corrección clásica del bias

El ruido de patrón fijo debido al bias y a cualquier error sistemático, generalmente se remueve de las imágenes científicas por medio de la sustracción de una master bias. La master se hace apilando un número de disparos tomados en oscuridad absoluta, o con exposición muy corta, al mismo valor ISO utilizado para las imágenes científicas.

Las bias se pueden recolectar en cualquier momento porque la temperatura del sensor y el ajuste del foco no son consideraciones importantes. Por lo tanto, las noches nubladas son ideales para preparar master bias. Ajusta la velocidad del obturador al mínimo disponible en tu DSLR (típicamente 1/4000 segundo), asegúrate de que no entre nada de luz al sensor (la tapa de la lente puesta, el buscador bloqueado, habitación oscura) luego registra al menos 16 imágenes o varios cientos de ellas. Busca instrucciones en el manual de tu software de fotometría acerca de cómo preparar la master bias a partir de estas tomas individuales.

Debería hacerse una master bias por separado para cada ajuste de ISO utilizado para imágenes científicas. Se las puede usar durante meses. El límite es el posible envejecimiento de los componentes electrónicos.

Corrección de bias artificial

La sustracción de una master bias agrega inevitablemente cierta cantidad de ruido aleatorio (aun cuando se usen varios cientos de bias individuales para construir la master). En lugar de eso, hay gente que sustrae una imagen artificial en la cual todos los píxeles tienen el mismo valor que el offset sistemático, es decir, 1024 ó 2048 ADU. Esto permite remover el offset sistemático de las imágenes científicas y de calibración sin agregar ruido aleatorio extra, pero a expensas de retener el FPN debido al bias.

4.4.2 Darks

Hay varias formas de corregir la corriente oscura. La elección de cuál usar dependerá de las características especiales de las imágenes que se estén calibrando y de las opciones disponibles en tu software de fotometría.

Sin corrección dark

Las imágenes tomadas con tiempos de exposición inferiores a 30 segundos en temperatura ambiente fresca, pueden no mostrar corriente oscura significativa ni impulsos oscuros. Este es el caso generalmente para los flats, en los cuales las exposiciones suelen ser de sólo unos pocos segundos. En estas circunstancias, la corrección dark no es necesaria e incluso agregaría ruido aleatorio sin mejorar significativamente la precisión de la fotometría. Lo mejor sería chequear las características de tu propia cámara bajo diferentes temperaturas y tiempos de exposición antes de adoptar la opción de no realizar corrección dark.

Corrección dark en la cámara

Varias DSLR tienen una opción para reducir el ruido de las exposiciones largas en la cámara. Inmediatamente después de tomar una imagen científica, la cámara automáticamente toma otra con exactamente la misma exposición pero sin abrir el obturador. La segunda imagen se sustrae de la primera antes de guardar el archivo de imagen corregido en la tarjeta de memoria o computadora. No se guardan ni la imagen científica original ni la dark.

En principio esto parece una buena idea, sin embargo, en la práctica no lo es. La cámara usará una dark por cada imagen científica, por lo tanto el ruido aleatorio que se suma es mucho mayor que el de una master dark (esto se puede mitigar un poco si apilas varias imágenes científicas). Lo que es aún más importante: la mitad del tiempo de observación se dedica a tomar darks por lo que el número de imágenes científicas se reduce en gran medida. La única ventaja de este proceso de la cámara es que la temperatura de ambas imágenes va a ser muy similar, pero eso no es suficiente compensación para las desventajas.

En general, la reducción del ruido de las exposiciones largas en la cámara y otras opciones similares, deberían ser desactivadas.

Corrección dark clásica

En el proceso clásico, se toman al menos 16 darks durante la sesión de observación, bajo las mismas condiciones y ajustes con que se toman las imágenes científicas (ISO, tiempo de exposición, temperatura). Cualquier filtración de luz posible a la cámara se debe eliminar (buscador cubierto y tapa de la lente puesta). Luego se hace una master dark usando estas darks individuales. Consulta tu software de fotometría para los pasos específicos.

Es difícil hacer un conjunto de darks con el mismo nivel de impulso oscuro de las imágenes científicas porque la temperatura del sensor de la DSLR no es estable. Para minimizar este problema, algunos observadores recolectan la mitad de los darks antes de empezar con las imágenes científicas y la otra mitad después. Esto tiende a limitar el rango de temperatura bajo el que se toman las imágenes científicas y puede llevar a una mejor corrección dark.

Corrección dark ajustada a la exposición

Puede que necesites usar diferentes tiempos de exposición para diferentes objetos, dependiendo de su brillo. Con la corrección dark clásica sería necesario crear una master dark por cada tiempo de exposición que se use, con el costo del tiempo extra que se desperdicia al tomar darks individuales.

Algunos paquetes de fotometría tienen una opción para ajustar una master dark de larga exposición para que pueda ser usada para la corrección dark de imágenes científicas con tiempos de exposición más cortos. Esto puede funcionar razonablemente bien, siempre y cuando la temperatura no sea significativamente diferente.

Corrección dark optimizada

Un procedimiento más sofisticado disponible en varios paquetes de fotometría (p. ej., IRIS y MaxIm DL) ajusta la master dark para minimizar el ruido RMS de la imagen final. Este procedimiento puede acomodar diferencias de temperatura entre las tomas científicas y las darks, incluso los cambios de temperatura del sensor a lo largo de la sesión de observación.

La master dark se puede hacer en cualquier momento, no hay necesidad de hacerla durante la sesión de observación. Debería ser utilizable por varios meses; el límite es el posible envejecimiento del sensor.

4.4.3 Tomas de campo plano (flats)

Las tomas de campo plano son imágenes de una fuente iluminada de forma pareja que revelan asimetrías o defectos en el equipo óptico de tu cámara. A diferencia de la corrección dark, la corrección de campo plano es indispensable para todas las imágenes que se vayan a usar para fotometría. Los flats se deben tomar con la cámara y el telescopio/lente en la misma configuración (foco, f-stop, ISO, etc.) utilizada para las imágenes científicas. Los tiempos de exposición se deben ajustar para evitar saturación.

Encontrar o fabricar semejante fuente iluminada de forma pareja es sorpresivamente difícil y ha llevado a muchas, llamémoslas, interesantes discusiones en las conferencias de AAVSO. Por lo tanto no podemos (y no nos atreveremos a hacerlo) abogar por una técnica en particular. Antes de presentar algunas opciones populares, les damos algunos consejos generales:

Hay que tener cuidado de asegurarse de que cada uno de los canales RGB reciba suficiente intensidad en cada imagen. Lo ideal sería alrededor de $\frac{2}{3}$ del “límite de saturación” de tu cámara. Como estarás observando una fuente mucho más brillante que al hacer fotometría, vas a necesitar usar tiempos de exposición más cortos (típicamente de 1-2 segundos) que en tus imágenes científicas.

Incluso cuando las exposiciones son cortas y no hay corriente oscura apreciable, las señales del bias y del offset aún están presentes. Asegúrate de aplicar la master bias a la master flat antes de aplicar cualquier corrección flat a las imágenes científicas.

Como se supone que los flats son imágenes de una fuente uniformemente iluminada, corregirán cualquier viñeteado y las variaciones de sensibilidad de píxel a píxel que estén presentes (siempre que la configuración de la cámara y el telescopio no se alteren). Sin embargo, las sombras de polvo pueden cambiar debido al movimiento del polvo sobre la superficie de las ópticas y cambios en los ajustes del foco. Para minimizar este efecto, desactiva cualquier opción de limpieza ultrasónica que tenga tu cámara. Los flats deben prepararse con regularidad pero no necesariamente todas las noches.

Tal como todos los pasos de calibración, la corrección de campo plano agrega ruido a la imagen calibrada. Para reducir la cantidad de ruido que se agrega, las master flats están compuestas de múltiples flats. Deberías apuntar por lo menos a 16, más si el tiempo lo permite. Tu software de fotometría tendrá una opción para hacer una master flat a partir de las tomas individuales utilizando rutinas de promediado o de la mediana combinada. La opción preferida es usualmente la mediana, porque imágenes de estrellas en flats individuales de cielo o trazos de rayos cósmicos no afectarán adversamente a la master flat.

Flats de cielo (crepúsculo)

Cuando se fotografía con un telescopio, el campo de visión suele ser tan pequeño que se pueden usar imágenes del cielo crepuscular (que es razonablemente uniforme en una escala de un grado aproximadamente) como flats. Hay un tiempo limitado durante el cual registrar flats de cielo durante el anochecer o el amanecer y puede ser necesario variar la duración de cada toma para asegurar una exposición adecuada a medida que los niveles de luz cambian.

Si estás haciendo flats de cielo, lo mejor es apagar el seguimiento de tu telescopio, porque así si hay estrellas en tu imagen, se correrán a diferentes posiciones en cada flat; luego, la opción de “mediana combinada” (preferible al “promediado”) en tu software fotométrico, las eliminará de tu master flat.

Para campos más amplios, fotografiados con lentes estándar o teleobjetivos, se deben usar técnicas de iluminación indirecta.

Flats en la cúpula

Objetos para hacer flats, tales como un pedazo de papel ilustración iluminado por el cielo del crepúsculo o por luz artificial difusa, pueden servir. Asegúrate de que el objeto ocupe más que la imagen entera.

Flats en cajas de luz

Otra alternativa es la construcción de una caja de luz que se pueda poner por encima del frente de la lente de la cámara para tomar flats. Esto permite controlar los niveles de iluminación y se puede usar en cualquier momento, en vez de tener que esperar condiciones de luz natural adecuadas. Se pueden encontrar instrucciones de cómo construir una caja de luz en internet. El *Handbook of Astronomical Image Processing* de Richard Berry y James Burnell, describe un diseño simple pero efectivo.

Flats con paneles electroluminiscentes

En años recientes, los paneles electroluminiscentes (EL) han aparecido en el mercado y algunos observadores los han usado con éxito para tomar flats. Son menos abultados que las tradicionales cajas de luz y más fáciles de usar en el campo, pero pueden ser relativamente caros.

4.5 ISO y tiempos de exposición

Si hubiese una lista con el Top 10 de preguntas de fotometría DSLR, aquellas relacionadas con el tiempo de exposición, ajustes de ISO, y asegurarse de que las imágenes sean de calidad fotométrica, ciertamente ocuparían los primeros puestos. Seleccionar estos ajustes requiere dedicarle un tiempo a pensar, tanto en las características del ruido de tu cámara, como en el objetivo científico que desees alcanzar. En esta sección, explicamos el delicado equilibrio entre sensibilidad y precisión y te damos unos consejos para elegir los ajustes óptimos.

4.5.1 Ajustes de ISO, error de cuantización y rango dinámico

Seleccionar el ajuste de ISO correcto es elegir entre dos diablos. Como mencionamos en el capítulo 2, el cambio de ISO simplemente ajusta la ganancia del amplificador usado para leer los valores de los píxeles. Uno podría esperar que elegir un ISO alto fuera lo ideal para fotometría, pero éste no siempre es el caso. A ISO elevados, la cámara mostrará fuentes más débiles pero esto no sólo amplificará la luz estelar, sino también el ruido. Además, un ISO alto reducirá el rango dinámico de la cámara (el rango de brillo que contiene una imagen). Por lo tanto, ISOs elevados limitan el rango de diferencias de magnitud que tu cámara será capaz de detectar.

A la inversa, a valores bajos de ISO, a pequeñas diferencias en carga eléctrica el ADC les asignará el mismo valor, con lo cual la precisión del detector se pierde. Esta última situación se llama “error de cuantización”. El error de cuantización se puede ilustrar fácilmente de una forma no técnica con la siguiente imagen de un cielo despejado y azul en una playa (ver Figura 4.6). Sabemos por la experiencia cotidiana, que el brillo de un cielo despejado varía suavemente a lo largo de un gradiente. Sin embargo, si una cámara no puede detectar variaciones sutiles de brillo, producirá una imagen de extraña apariencia, en la cual el cielo se verá como con peldaños de escalera, como sucede con esta imagen.



Figura 4.6. Lo que debería ser un suave gradiente de cielo azul en esta imagen, se separa en una serie de intervalos discretos debido al error de cuantización.

Este defecto no solo es feo a la vista. En el contexto de la fotometría DSLR, también degrada el valor fotométrico de la imagen. La imagen de la playa debería utilizar cientos de intensidades diferentes para representar el cielo, pero aquí sólo se usan cinco, y ese es el motivo por el cual el cielo se divide en cinco zonas que lucen tan poco reales. (En efecto, el error de cuantización ocurre también a ISOs altos, pero en ese caso ocurre porque tu ganancia es tan alta que la suma de un electrón significa múltiples escalones de ADU).

Experimentando un poco, hemos encontrado que un ajuste de ISO de 200-400 debería lograr un buen balance entre precisión y ruido, y valores ISO menores (p. ej., 100) son mejores para estrellas más brillantes. Por lo tanto, si tu proyecto científico incluirá un rango amplio de magnitudes, probablemente debas mantenerte en el extremo inferior de este rango. Asimismo, si estás observando un campo con varias estrellas de magnitud similar, un ajuste de ISO más alto es aceptable, siempre y cuando no sature las estrellas.

4.5.2 Tiempo de exposición, saturación y no-linealidad

Con la fotometría DSLR, el observador debe tener cuidado de asegurarse de que las imágenes de la cámara sean de calidad fotométrica. Hay varios obstáculos que pueden causar que una imagen que se ve bien sea científicamente inútil y es crucial que el observador sea capaz de identificar estos problemas en el campo mientras los datos se están recolectando. Uno de estos asuntos es saber cómo ajustar una exposición adecuada para evitar problemas con la saturación y la no-linealidad, conceptos ambos que describiremos en los siguientes párrafos.

Entender el concepto de linealidad, requiere una discusión breve, mínimamente técnica, acerca de cómo las DSLR detectan la luz. Cuando la luz pega en un píxel del sensor, crea una carga eléctrica en el mismo que es proporcional a la intensidad de la luz. Por lo tanto, si la estrella A es 2 veces más brillante que la estrella B, debería generar una carga eléctrica dos veces mayor en los píxeles que ilumina. Sin embargo, hay una cantidad máxima de carga que un píxel puede contener. Una vez que alcanza este límite, no puede tomar más carga adicional, por lo que si cae más luz en él, no se producirá el correspondiente incremento en la carga contenida por ese píxel. Esto se llama saturación. Podría decirse que, una vez saturado, un píxel se ha vuelto “ciego” por lo que resta de la exposición y ya no tendrá una respuesta lineal a la luz. Esto no daña la cámara, pero significa que es imposible obtener fotometría que valga la pena de la estrella saturada (la fotometría de las estrellas no-saturadas en esa misma imagen, no se verá afectada). En la práctica, entonces, es absolutamente esencial asegurarse de que ni la estrella objetivo ni ninguna de las estrellas de referencia estén saturadas.

Intimamente relacionado a la saturación, está el concepto de no-linealidad. Normalmente, cuando la luz de una fuente constante cae sobre un píxel, habrá una relación lineal directa entre el tiempo de exposición (graficado en el eje x) y la carga eléctrica (la intensidad, graficada en el eje y). Por ejemplo, duplicar el tiempo de exposición debería duplicar la intensidad de un determinado píxel. Sin embargo, para detectores de tipo CCD, a medida que un píxel se acerca a la saturación, la relación anteriormente lineal se volverá altamente no-lineal. Con una imagen estelar casi saturada, por ejemplo, alargar un 10% el tiempo de exposición, podría resultar en un incremento de sólo el 5% en la carga (en vez del esperado 10%). La no-linealidad es incluso más peligrosa en la fotometría, porque es menos obvia de detectar que la saturación. Afortunadamente, ahora las cámaras DSLR usan exclusivamente sensores que no tienen el problema de no-linealidad que tienen los sensores de las CCD.

¿Por qué debería uno preocuparse por la saturación y la no-linealidad? La fotometría se basa en la presunción intuitiva de que hay una relación lineal, directa, entre (a) cuán brillante una estrella aparece en una imagen y (b) su brillo real. Una vez que un píxel pierde su respuesta lineal a la luz, esta presunción ya no se cumple, porque las cargas eléctricas contenidas por los píxeles no-lineales/saturados no se corresponden con el brillo real de la estrella. En la Figura 4.7, la estrella A es una magnitud más brillante que la estrella B, pero una vez que la estrella A se satura, la magnitud diferencial pasa de -1 a 0, incluso cuando ninguna de las dos estrellas ha variado su brillo real. Conocer el nivel de intensidad en el cual los píxeles de tu cámara comienzan a saturarse es, por lo tanto, importante.

La forma más fácil de evitar complicaciones con la saturación es, simplemente, mantener la intensidad máxima, tanto para el objetivo como para las estrellas de referencia, por debajo del 75% del valor máximo para tu cámara. Si tienes una cámara vieja de 12 bits, la intensidad máxima es 2^{12} ó 4096 cuentas,

por lo que necesitarías mantener la intensidad por debajo de 3072 cuentas para asegurarte de que no haya problemas. Para una cámara de 14 bits, el límite sería de 12288 cuentas. Estos números son muy conservadores pero permiten dar cuenta de los cambios que pueda haber en las condiciones de observación, como por ejemplo el seeing o la transparencia, que podrían hacer que una estrella llegue al límite de saturación.

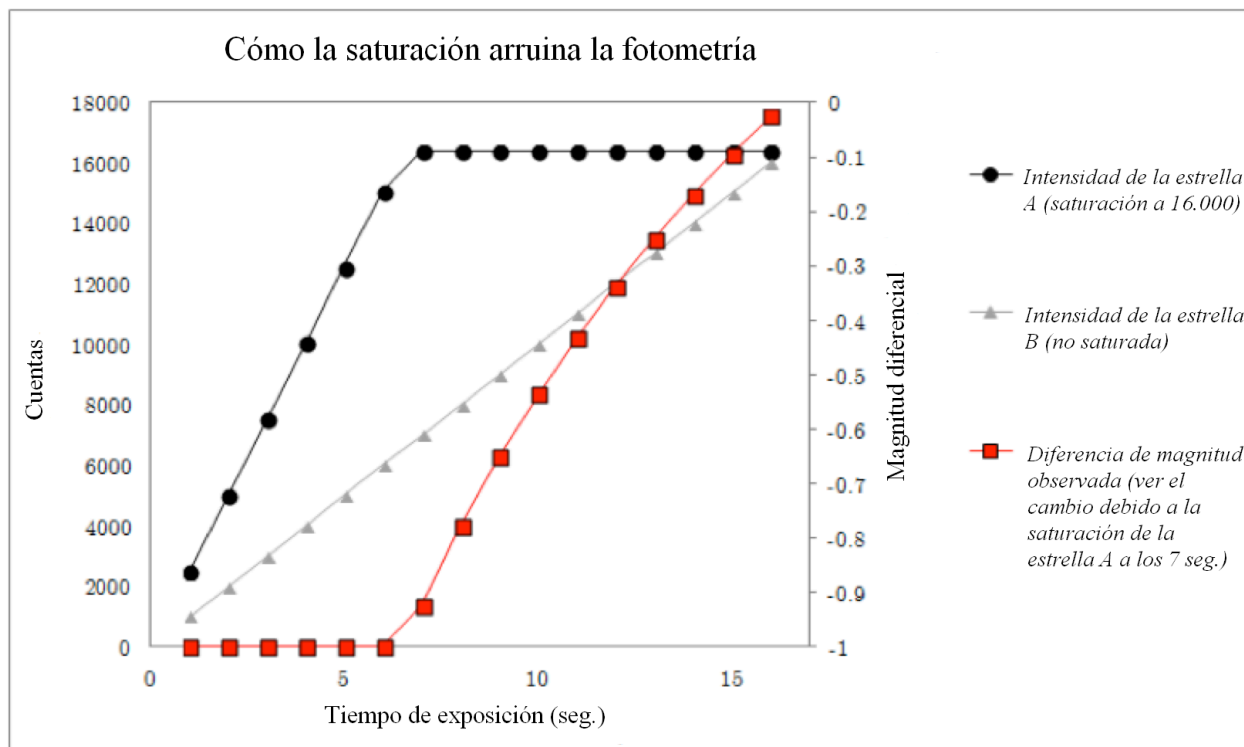


Figura 4.7. La presunción de que el brillo de una estrella se relaciona con las cuentas medidas ya no es válida una vez que la estrella comienza a saturar el detector. Aquí podemos ver este efecto de saturación en las cuentas de la estrella A.

Elegir los ajustes ISO y los tiempos de exposición puede ser un proceso que lleve mucho tiempo. Para comenzar, fíjate en las Tablas 3 y 4 del capítulo 2, pero tus primeras noches de fotometría DSLR se pueden aprovechar mejor haciéndose una idea de cuáles son los mejores ajustes de la cámara para las estrellas que te interesan.

4.6 Encontrando y centrando el campo

Al principio esta es una de las partes más frustrantes de la curva de aprendizaje, especialmente si estás usando un trípode. Es también cuando la experiencia en realizar observaciones visuales paga sus dividendos. Los mismos problemas que tienes en encontrar un campo visualmente, aparecerán al hacer fotometría DSLR. La diferencia es que tu campo de visión será más pequeño. Aquí te damos algunas recomendaciones:

- Aprende a usar cartas estelares para encontrar campos visualmente y/o con binoculares.
- Practica con campos que sean fáciles de encontrar y centrar.
- Localiza la estrella brillante ($V < 4-5$) más cercana al área de tu objetivo. Utilízala para realizar una alineación aproximada.
- Mirar a través de una cámara que está apuntando hacia el cielo es difícil para mucha gente. Considera comprar un buscador de ángulo recto para la cámara.
- Toma una exposición de prueba y examínala en tu cámara. Usa la opción de acercamiento de tu cámara para identificar asterismos que puedan ser de ayuda para mejorar la alineación.

4.7 Adquiriendo datos científicos y gajes del oficio

Antes de dar por finalizado este capítulo, queremos reiterar algunos de los puntos principales que hemos tocado y que te ayudarán a tener la sesión de observación más productiva posible y con buenos (o sea, científicamente útiles) resultados.

Cuando se tomen datos científicos, tienes que estar seguro de:

- Ajustar tu cámara en formato RAW (p. ej., .nef o .nrw en Nikon y cr2 o .crw en Canon).
- Verifica que la hora y fecha de tu cámara sean correctas. Si es posible, ajusta tu cámara a la hora UTC en vez de dejarla en tiempo local. Si debes dejarla en tiempo local, asegúrate de que sea lo más precisa posible (preferentemente mejor que un segundo) y anota claramente la diferencia entre la hora de tu cámara y la hora UTC en tu libreta de registros de esa noche.
- Desenfoca las estrellas levemente hasta el punto en que sean redondas y ocupen varios píxeles. Las estrellas deberían ser redondas y estar bien rellenas. Si las estrellas empiezan a parecerse a rosquillas, has desenfocado demasiado. Las imágenes estelares pueden ser muy diferentes de cada lado del foco. Experimenta para determinar qué es mejor para tu lente, si no llegar al foco o pasarse del mismo.
- Usa la opción de visión en vivo para chequear el enfoque y el centrado del campo, pero apágala cuando no sea necesaria. El calor ambiente de la pantalla puede agregar ruido al sensor, la luz generada puede disminuir tu visión nocturna y puede incrementar tu consumo de energía sin ninguna necesidad, especialmente si estás usando baterías.
- Toma las imágenes con un ajuste de ISO bajo (típicamente 100-200). Aunque los niveles altos de ISO son más sensibles, sufren de una pérdida de precisión.
- Apaga cualquier opción de procesado de imágenes o reducción de ruido que venga incorporada a tu cámara.
- Apaga cualquier opción de limpieza ultrasónica/automática de ópticas que haya en tu cámara.
- Practica manejar tu cámara adentro antes de sacarla afuera a la oscuridad.

Capítulo 5: Inspección de imágenes, procesamiento de imágenes y fotometría de apertura

5.1 Descripción

Este capítulo describirá genéricamente cómo hacer que tus imágenes científicas se conviertan en fotometría precisa, una medición calibrada del brillo de una estrella variable en un momento específico en el tiempo. Los pasos principales en el proceso que sigue a la adquisición de la imagen son: (1) chequear que todas tus imágenes científicas y de calibración son adecuadas para fotometría; (2) aplicar tomas de calibración, alinear y apilar imágenes para incrementar la SNR; (3) extraer los canales RGB individuales de las imágenes; (4) hacer fotometría de apertura del objeto y las estrellas de calibración; y (5) llevar a cabo chequeos finales de calidad. Ten en cuenta que los pasos 2 y 3 dependen de cómo funciona tu software de fotometría y puede que tengan que realizarse en orden invertido.

Antes de empezar, vamos a asumir que has seguido las instrucciones del Capítulo 4 acerca de cómo adquirir imágenes y tienes un grupo completo de tomas de calibración, además de tus imágenes científicas. Para resumir lo que tendrías que tener a mano, asegúrate de tener lo siguiente:

- Un grupo completo de bias con exposición de cero segundos, que convertirás en una master bias (debes tener al menos 16 y a menudo muchas más).
- Un grupo completo de darks, que convertirás en una master dark (10-20 por cada tiempo de exposición y ajuste de ISO).
- Un grupo completo de flats, que convertirás en una master flat (5 o más).
- Todas tus tomas científicas.

Asumiremos que al tomar tus imágenes científicas y de calibración utilizaste tiempos de exposición aproximados que te dieron la suficiente señal, pero evitando la saturación de las estrellas de interés. Es parte de este capítulo que chequees que ese es el caso, pero más allá de eso, no hablaremos de cómo adquirir imágenes aquí. Lee el Apéndice A para conocer el procedimiento para determinar tus mejores tiempos de exposición y el Apéndice B para aprender cómo probar la linealidad de tu cámara antes de tu primer sesión de observación. Tanto la determinación de los tiempos de exposición como el testeo de las propiedades de linealidad de tu cámara deben realizarse antes de que estés listo para tomar datos con regularidad —son algo que probablemente harás sólo una vez para cada cámara que uses—, y luego toma nota de los resultados para futuras sesiones de observación. También deberías llevar a cabo las pruebas detalladas en los Apéndices C y D para examinar las características del ruido de tu cámara y para determinar si tienes flats adecuadamente “planos”.

5.2 Preliminares del procesamiento e inspección de imágenes

Antes de reducir los datos, es mejor revisar algunas imágenes para asegurarse de que son adecuadas para fotometría. Lo primero por hacer, sin dudas, es chequear que tus imágenes son del tipo correcto y tienen la información adecuada en el encabezado.

El encabezado de la imagen: antes de tomar tus imágenes, habías elegido los ajustes de la cámara que querías usar (duración de la exposición, ajuste de ISO, ajuste del balance de color, tipo de archivo). Examina el encabezado de tu imagen ya reducida y confirma que, en efecto, obtuviste lo que deseabas. (No sería algo nuevo el hecho de querer tomar una imagen de 30 segundos pero, en medio del frío y la oscuridad, muy tarde a la noche, tomar una exposición de 3 segundos sin darte cuenta).

El formato original de la imagen: confirma que tu imagen original era de formato “RAW” (la extensión del archivo es generalmente *.CR2 en la cámaras Canon y *.NEF en las Nikon). No puedes realizar fotometría útil con el formato de archivo comprimido “JPEG” (*.jpg). Tu software de procesamiento de imágenes puede convertir el archivo RAW en una imagen de formato FITS. Esto es lo esperado, y es una conversión de alta fidelidad que retiene toda la información de la imagen original.

Fecha y hora de la imagen: confirma que la información temporal en el encabezado de tu imagen es correcta. La imagen RAW debería tener registrado con exactitud el momento en el cual la imagen fue tomada. Ten cuidado de cometer errores al ajustar el reloj de tu cámara, como por ejemplo no tener en cuenta el horario de verano o el cambio de fecha a la medianoche. La mayoría de las cámaras registran el momento en que se apretó el disparador, es decir, el comienzo de la exposición. Tu programa de procesamiento de imágenes puede ajustar el tiempo o agregar otro parámetro, de modo que el tiempo registrado en el encabezado de la imagen calibrada sea el punto medio de la exposición (ej.: $T_{\text{reducida}} = T_{\text{comienzo}} + 0,5 * T_{\text{exposición}}$). La mayoría de los programas de procesamiento de imágenes astronómicas o análisis fotométrico, también intentarán convertir la fecha de la imagen a UT (Tiempo Universal) basados en la información sobre tu zona horaria que le has suministrado al programa. Vale la pena chequear que esta información se ha ingresado correctamente, al menos las primeras veces que uses el programa, para asegurarte que la fecha y hora en UT de la imagen registrada sean correctas. La mayoría de los programas de procesamiento de imágenes astronómicas también calculan la Fecha Juliana (JD) que corresponde al punto medio de la imagen. Esta es la forma preferida para reportar tu fotometría y enviar tus datos a la AAVSO. Una vez más, es importante chequear que tu programa esté realizando esta tarea de forma correcta las primeras veces que lo uses, o en caso de que cambies alguno de los ajustes relacionados al tiempo en el software o en tu cámara.

5.3 Aplicación de tomas de calibración, apilado y binning

Para solucionar en forma parcial la iluminación dispareja del sensor y fuentes de ruido, necesitarás aplicar tus tomas de calibración a las imágenes. Las tomas de calibración se deben aplicar en el siguiente orden para asegurarse de remover apropiadamente los efectos sistemáticos:

1. Aplicar bias a todos los darks, flats, e imágenes científicas.
2. Aplicar darks a todas las imágenes científicas y flats.
3. Aplicar flats a todas las imágenes científicas.

Las razones de ser de cada una de estas tomas de calibración se explicaron en el capítulo anterior. Tu software de procesamiento de imágenes tendrá algún método incorporado para aplicar las tomas de calibración a tus imágenes científicas. En lenguaje simple, tanto las tomas bias como las darks se sustraen de una imagen (porque los efectos del bias y la corriente oscura son fondo añadido a la señal), y por lo tanto el software sustraerá las cuentas de cada píxel en una toma bias o dark del píxel correspondiente en la

imagen a la cual se le está aplicando la corrección. Por el contrario, la corrección de flat es multiplicativa, porque las diferencias en la iluminación del campo causan que se transmita un porcentaje del flujo medio por unidad de tiempo y ese porcentaje varía con la posición en el plano focal. El software normalizará el campo plano de forma tal que el valor de píxel medio sea 1,000, y luego dividirá cada valor de píxel de la imagen científica por el correspondiente valor normalizado del flat. Por ejemplo, si un píxel dado en un flat tiene el 97% del valor medio, divides ese píxel en la imagen científica por 0,97. Una vez más, tu software debería hacer todo esto por sí solo; típicamente, solo necesitarás decirle al software los nombres de los bias, darks y flats y luego seguir las instrucciones que te dé para aplicar cada corrección.

Alineación y apilado

Para la mayoría de los proyectos de fotometría DSLR, las estrellas a observar tienen un brillo suficiente como para ser registradas fácilmente en cada exposición, sin embargo, en algunos casos (p. ej., estrellas débiles) puede ser necesario primero alinear y luego apilar (sumar) tus imágenes para incrementar la SNR efectiva de cada fuente. La mayor parte del software de fotometría moderno tiene alguna función para llevar a cabo estas operaciones (casi) automáticamente.

Si apilas tus imágenes, asegúrate de examinarlas concienzudamente. Verifica que estén correctamente alineadas antes de apilarlas. Después de apilarlas, examina el encabezado de la imagen y cerciórate de que la hora tiene sentido. Lo ideal es que automáticamente se ajuste al tiempo medio de todo el grupo de imágenes.

Binning

Como el apilado, el binning es un procedimiento opcional. El binning combina la señal de varios píxeles adyacentes para crear una imagen que es más pequeña en tamaño, pero con una SNR levemente mayor en cada píxel. Casi todos los software fotométricos tienen esta funcionalidad incorporada, pero no todos dan cuenta apropiadamente de la naturaleza de mosaico de Bayer que tienen los datos DSLR. Por ejemplo, cuando AIP4Win 2.4.0 extrae el canal verde de los datos DSLR, los canales rojo y azul pueden ponerse en escala tanto mediante factores de multiplicación (para balance de color en la imagen) o ponerse en cero (lo cual simplemente interpola a lo largo de los píxeles rojos y azules utilizando los valores de los verdes). Deberías chequear la documentación de tu software antes de aplicar el binning, y entender qué es lo que está haciendo para evitar un comportamiento no deseado.

5.4 Extracción de canales RGB

Tal como se vio en el Capítulo 2, las cámaras DSLR tienen un arreglo de píxeles que están cubiertos por pigmentos rojos, verdes y azules. Este patrón fijo, llamado mosaico de Bayer, es una propiedad fundamental de las cámaras DSLR. Para análisis fotométrico, lo más común es extraer las imágenes individuales de cada canal de color y trabajar con ellas de a una. Frecuentemente, sólo se usa el canal verde en fotometría DSLR porque es el que más se aproxima al filtro V.

El proceso de extraer los píxeles verdes de los rojos y azules a veces es llamado “de-Bayerización” (ya que desenreda la máscara de Bayer y selecciona píxeles de un solo color). Varios paquetes de software de fotometría modernos son capaces de extraer el canal verde de las imágenes RAW, aunque realicen este

proceso de forma diferente. Por ejemplo, AIP4Win puede programarse para extraer ambos canales verdes y presentarlos como una imagen unificada del mismo tamaño que la imagen inicial, interpolando entre píxeles. A la inversa, MaxIm DL requiere que especifiques qué elementos del mosaico de Bayer desees extraer. El mejor procedimiento es extraer ambos canales verdes, sumarlos y realizar fotometría de la imagen resultante. Asegúrate de verificar que la variable y las estrellas de comparación no estén saturadas en la imagen original o en la resultante.

Puedes de-Bayerizar tus imágenes antes o después de la calibración. No importa el orden que elijas, siempre y cuando todos los datos (las tomas de calibración y las científicas) se traten de manera idéntica.

5.5 Inspección post-calibración

Ahora que ya has tomado tus imágenes y las has calibrado (como se describió arriba), es una buena idea examinar críticamente algunas de ellas para asegurarte de que sean capaces de proveer buena fotometría. Varias características de tu imagen ya reducida se pueden examinar para: (a) confirmar que es apropiada para análisis fotométrico y (b) tener una mejor idea de qué ajustes usar durante el análisis fotométrico. Tu programa de procesamiento de imágenes tendrá instrucciones específicas de cómo revisar tus imágenes para llevar a cabo esta inspección. Los puntos a chequear son:

El nivel de señal y la relación señal-ruido de tus estrellas: las imágenes de tu estrella de estudio y de las estrellas de comparación y de chequeo, deben ser lo suficientemente brillantes como para presentar una buena relación señal-ruido, pero no demasiado brillantes, ya que deben caer por debajo del punto de saturación de tu cámara. Coloca la apertura de medición fotométrica sobre cada estrella (objetivo, comparación y chequeo), una por vez, y examina dos parámetros: el valor máximo del píxel y la relación señal-ruido. El valor máximo del píxel debe estar por debajo del punto de saturación de tu cámara. Si tus imágenes estelares están saturadas, entonces tu único recurso es volver a tomar las imágenes después de hacer un ajuste para reducir el valor máximo del píxel. (Los ajustes posibles incluyen usar un tiempo de exposición más corto, o un leve desenfoque intencional para que el perfil de la estrella sea más extenso). Vale decir que este requerimiento de permanecer dentro del límite de saturación del chip de tu cámara es una de las diferencias más profundas entre tomar “imágenes lindas” de objetos celestes y tomar imágenes para mediciones científicas: las imágenes científicas generalmente aparecerán insulsas y lavadas comparadas con las fotos lindas (que suelen saturar las estrellas para lograr que la escena sea visualmente más placentera).

El tamaño y forma de las imágenes estelares: el programa de procesamiento de imágenes será capaz de mostrarte el perfil de intensidad de las imágenes de tus estrellas (a modo de gráfico). Uno quiere que no sean ni muy angostas ni muy anchas. La medida básica del ancho del perfil de la estrella es el valor del Ancho Total a Mitad del Máximo (Full Width at Half Maximum o FWHM). El FWHM de las estrellas en tu imagen RAW (antes de la calibración y de la de-Bayerización) no debería ser menor a 10-12 píxeles. La razón detrás de esto es asegurarse de que la imagen de tu estrella está bien muestreada. Si la imagen de una estrella es demasiado angosta, entonces la fotometría resultante puede verse afectada adversamente por efectos de muestreo geométricos. Por ejemplo, imagina que la imagen de la estrella ocupa sólo un píxel: si la estrella cae sobre un píxel verde, verás una cierta señal ADU, si la estrella se mueve a un píxel rojo (por ejemplo, debido a un error de seguimiento del telescopio), verás una señal ADU diferente en la imagen RAW y (dependiendo de cómo tu software realiza la de-Bayerización) la estrella puede

desaparecer por completo en la imagen de-Bayerizada. Con una imagen estelar lo suficientemente ancha, la estrella cubre varios píxeles y, por lo tanto, la cuenta de ADU sumada de la estrella entera no cambiará si la estrella se traslada por el sensor de imágenes.

¿Pueden las imágenes estelares ser demasiado anchas? En general, estrellas mucho más grandes que alrededor de 30 píxeles pueden ser difíciles de manejar para tu programa de fotometría. Además, cuando las imágenes estelares se vuelven más amplias, puede haber un riesgo mayor de que la luz de una estrella se extienda y arruine la medición de brillo de sus vecinas. Así que chequea el FWHM de tu objeto y sus estrellas de comparación y chequeo, y confirma que son lo suficientemente grandes como para ser bien muestreadas y aun así lo suficientemente pequeñas como para colocar sin problemas la apertura de medición fotométrica alrededor de ellas, para recolectar toda su luz. Elige una apertura de medición fotométrica que sea del tamaño de tus estrellas. Tu software de fotometría puede tener alguna herramienta para testear los efectos de ajustar el tamaño de la apertura, tanto en el flujo medido como en la relación señal-ruido (por ejemplo, la herramienta de fotometría MMT de AIP4Win). En un principio, puedes ajustar el diámetro a $\approx 2,5$ -3 veces el FWHM para comenzar a realizar fotometría razonable de forma rápida, pero ten en cuenta que para un trabajo más detallado, hay algo de ciencia en seleccionar la apertura de medición óptima. Lee la Sección 5.6.2 más adelante.

Blending con una estrella de fondo: tu análisis fotométrico usará fotometría de apertura, la cual suma todos los conteos de ADU dentro de una apertura de medición circular que contiene la imagen de tu estrella. Obviamente, si hay una estrella de fondo que está tan cerca de tu estrella variable (o de comparación o chequeo) que aparece total o parcialmente incluida dentro de la apertura de medición, la luz de esa estrella arruinará tu fotometría. Así que examina con cuidado la región cercana a tus estrellas, para ver si hay alguna estrella de fondo —incluso muy débil—. Toma nota de la posición de cualquier estrella de fondo que pueda potencialmente interferir e intenta elegir un diámetro de apertura de medición que la excluya.

También es un esfuerzo útil examinar una carta (o planetario virtual) del campo de tu imagen para ver si hay estrellas de fondo que puedan potencialmente interferir y que tengan menos de 5 magnitudes de diferencia con tus estrellas. Puede que no seas capaz de verlas en tu imagen pero si hay una, sumará su luz en la apertura de medición. La mejor forma de lidiar con ellas es que queden fuera de la misma. Si eso no se puede hacer en la práctica, informa en tu reporte la existencia de la estrella de fondo dentro de tu apertura de medición.

El problema de las estrellas de fondo será un poco más probable en el caso de las imágenes intencionalmente desenfocadas (que es una “buena práctica” para obtener un FWHM lo suficientemente ancho), y en el caso de imágenes sin guiado (que dan pequeños trazos estelares en vez de imágenes puntuales). Si la estrella de fondo está separada de tu variable (o estrella de comparación o de chequeo) pero su trazo se introduce en la apertura de medición, puedes ser capaz de evitarlo utilizando exposiciones más cortas y apilándolas después de la calibración (para recuperar la SNR que se perdió al usar una exposición corta).

Uniformidad del fondo: examina toda la imagen reducida en busca de dos aspectos subjetivos de calidad: que sea pareja y que no haya cirrus. Si utilizas tu programa de procesado de imágenes para agrandar la imagen y que se noten diferencias de brillo muy pequeñas, ¿ves alguna evidencia de rosquillas de polvo

(los anillos que aparecen en tu imagen debido al polvo en las superficies ópticas) o viñeteado que no esté bien corregido (lo cual indicaría que algo salió mal con la aplicación de tus flats)? Si este efecto es muy notorio y la variación de ADU es mayor que un pequeño porcentaje del valor de ADU de los píxeles de tu estrella, entonces deberías investigar la razón y rehacer tus flats.

La otra falta de uniformidad que hay que buscar está en el mismísimo cielo. Finos cirrus y estelas de aviones que no eran visibles a simple vista pueden aparecer como un patrón de brillo de cielo y transparencia cambiantes en diferentes zonas de tu imagen. Este efecto es más probable que se vea y que constituya un problema en imágenes de campo amplio, como por ejemplo las tomadas utilizando lentes de cámaras estándar (p. ej., con distancias focales de menos de unos pocos cientos de mm.). Con imágenes de campos reducidos tomadas con telescopio, el FOV probablemente sea tan angosto que la variación en el brillo de cielo y en la extinción a través de la imagen sean imperceptibles. Si el problema es una estela de avión y no pasa cerca de ninguna estrella que sea importante para tí (ej.: tu variable, estrella de comparación o de chequeo), entonces puedes ignorarla. Si el problema son definitivamente cirrus finos, entonces va a haber algunas fluctuaciones relacionadas con ellos en tu fotometría. Dependiendo de tu objetivo y de tu proyecto, la evidencia de cirrus podría requerir que estés al tanto de este efecto y que examines críticamente la fotometría resultante a la luz de las (ahora conocidas) condiciones de cielo inconstantes, o —en el peor de los casos— que descartes tus imágenes y lo intentes de nuevo la noche siguiente.

¿Cuántas imágenes deberías examinar para ver si son utilizables para fotometría? Eso depende en alguna medida de tu programa de observación. Si estás estudiando una estrella que cambia de brillo muy lentamente (como una mira cuyo período característico de variación es de varios meses), entonces sólo vas a tomar un par de imágenes una sola vez durante la noche. En ese caso, examina detenidamente sólo una imagen. En el otro extremo, supongamos que estás estudiando una binaria eclipsante cuyo período es de unas pocas horas. Entonces estarás tomando imágenes cada varios minutos durante toda la noche. Durante una sesión de observación tan larga, toda clase de cosas pueden cambiar a la par que cambia el brillo de tu estrella. Por lo tanto, selecciona tres imágenes para examinar, una cerca del comienzo de la noche, otra cerca de la mitad y la última cerca del final de la sesión de observación. Tu evaluación crítica te dirá si todo el conjunto de imágenes está bien y, si algo cambió dramáticamente durante la noche, te dará algunas pistas acerca de lo que ocurrió y por qué, de modo tal que puedas tomar las precauciones del caso la noche siguiente. (Por ejemplo, si tus estrellas se desenfocan en el curso de la noche, entonces el foco de tu lente puede que cambie con la dirección a la que apunta o con la temperatura).

En las primeras noches y tus primeros proyectos, al hacer esta evaluación crítica de tus imágenes, aprenderás bastante acerca de tu cámara y los ajustes y elecciones que sean más apropiadas para tus estrellas y proyectos. Deberías guardar un registro de los ajustes de la cámara, la lente usada y otros factores, y notas sobre la calidad de imagen resultante. Rápidamente, serás capaz de identificar el mejor conjunto de parámetros (especialmente el tiempo de exposición) para cada objetivo, basándote en la magnitud de la variable (y la de sus estrellas de comparación y chequeo), la lente o el telescopio que uses y las condiciones típicas en tu lugar de observación.

5.6 Fotometría de apertura

Ahora que las imágenes están apropiadamente calibradas, necesitamos medir la señal recibida desde las estrellas. La forma más fácil de hacerlo es midiendo la cantidad de señal contenida dentro de una apertura centrada en cada estrella. Tu software de fotometría contiene un algoritmo que establece una apertura circular alrededor de los objetos que seleccionas y luego simplemente suma los valores de los píxeles que ese círculo contiene. Hay programas de fotometría que también tienen la opción de utilizar aperturas rectangulares o curvas, más adecuadas para observaciones con DSLR sin guiado. El tamaño de la apertura se fija de modo tal que: (a) incluya la gran mayoría de la señal de la estrella misma, mientras que (b) minimice la señal proveniente de otras fuentes como el fondo de cielo. Como las imágenes están desenfocadas y es probable que hayan sido tomadas sin un método de guiado, la imagen de cada estrella ocupará varios píxeles. El radio de apertura se suele definir en píxeles, de forma tal que la mayor parte de la luz de la estrella caiga dentro del radio medido. Para mejorar aún más esa determinación, se dibuja un segundo anillo alrededor de cada estrella —centrado en la estrella pero lo suficientemente lejos como para que la luz de la estrella que entre en el anillo sea mínima—. Este anillo te da una medición de cuán brillante es el cielo alrededor de la estrella y por lo tanto te permitirá sustraer la señal proveniente del cielo de la señal dentro de tu apertura. Una vez más, tu software probablemente hará esto por tí una vez que le digas dónde centrar la apertura y cuán grandes quieres que sea la misma. La totalidad de este proceso es lo que se conoce como “fotometría de apertura” y es, por lejos, el medio más simple y más común de realizar fotometría en campos no muy poblados.

5.6.1 Seleccionando el tamaño de apertura

El tamaño de apertura que elijas debería ser el mismo para todas las estrellas que midas en tu imagen. Un buen método para seleccionar el tamaño apropiado de apertura es hacer que tu software determine gráficamente el tamaño de la estrella más grande y ajustar el tamaño de apertura como se mencionó arriba para abarcar un área lo suficientemente extensa como para incluir la zona donde la estrella se mezcla con el fondo de cielo. Es mejor visualizar gráficamente un perfil de tu estrella de estudio para determinar el ancho de la misma y no sólo usar la imagen tal como se ve, porque la imagen en pantalla puede que se modifique para dar una vista más agradable en el monitor de la computadora, lo cual puede dar una impresión falsa del ancho real de la imagen estelar. En la Figura 5.1 se puede ver un perfil estelar gráfico.

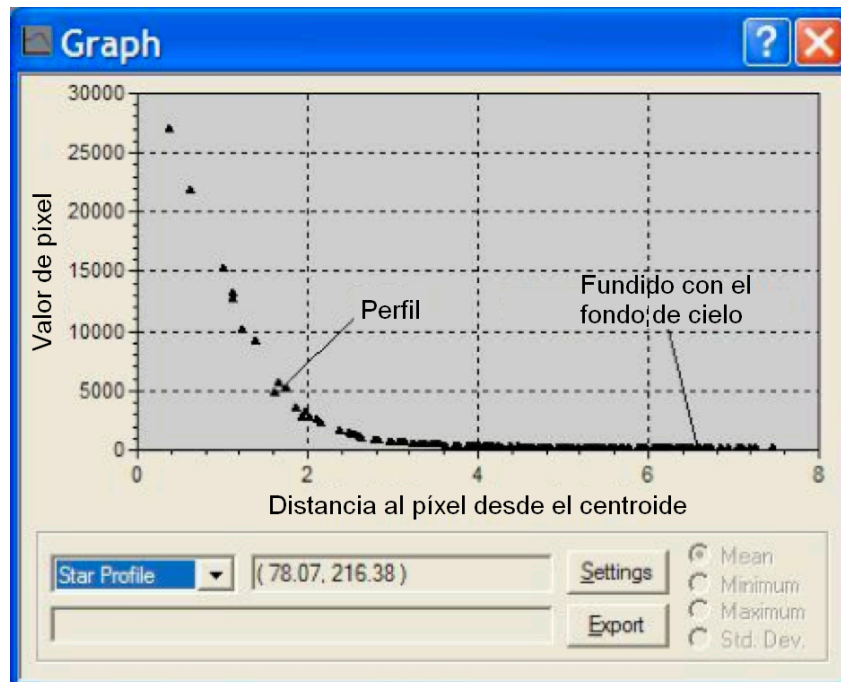


Figura 5.1. Ejemplo de perfil estelar gráfico del ancho estelar de la estrella de estudio.

Si tu software no es capaz de producir un perfil estelar gráfico, puedes determinar el tamaño de la imagen de la estrella haciendo que el software calcule su Ancho Total a Mitad del Máximo (FWHM). Como se mencionó antes, una buena regla es que el diámetro de la apertura sea igual a 2,5-3 veces el FWHM de tu estrella más grande. Es mejor pasarse de tamaño (ver Figura 5.2) si no estás seguro de qué tamaño de apertura usar, especialmente si tomas tus imágenes desde una montura sin guiado, como puede ser un simple trípode de cámara. Puedes llevar a cabo un test bastante directo de cuál sería tu apertura óptima, repitiendo mediciones de un grupo de estrellas en una misma imagen utilizando una variedad de aperturas. La apertura más grande que deberías usar es aquella en la que no veas un aumento notable de flujo y la SNR sea máxima (si usas aperturas más grandes, no ganas flujo adicional pero sí ganas el ruido presente en los píxeles extra).

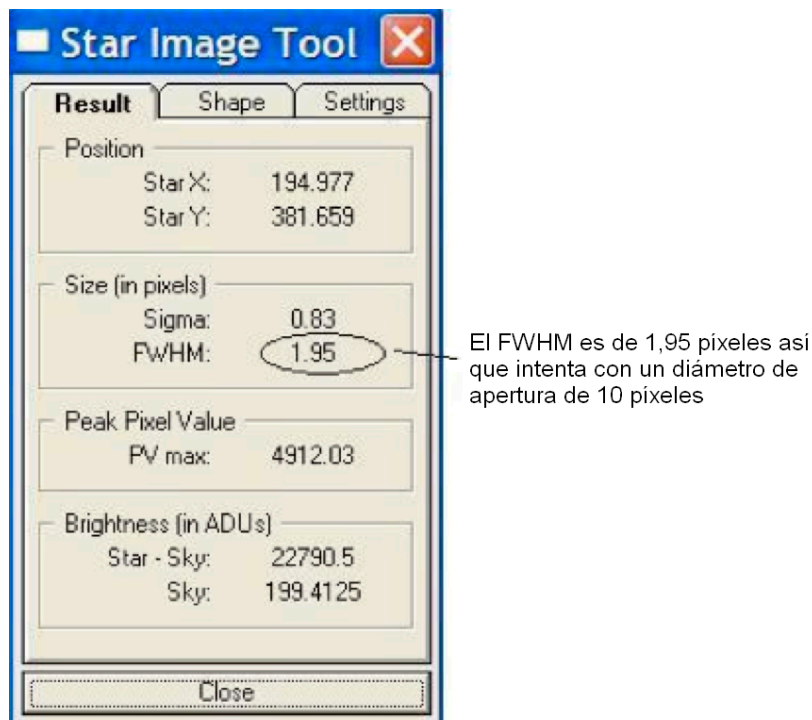


Figura 5.2. Ejemplo del valor calculado de Ancho Total a Mitad del Máximo (FWHM) y el diámetro de apertura recomendado.

5.6.2 Eligiendo el tamaño y posición del anillo

El anillo se usa para determinar el valor del fondo de cielo. Hay cierta libertad en cuanto a dónde colocarlo y su tamaño, pero hay que tener en cuenta algunas reglas. Dado que el fondo de cielo se calculará a partir del promedio de una cantidad de píxeles en el anillo, un número significativo de estos deberían incluirse en el mismo. ¿Cuánto es significativo? Como mínimo, debería contener el mismo número de píxeles que la apertura de la estrella y preferentemente más. Para ello, debes aumentar el tamaño (diámetro) o el espesor del anillo. Si es posible también deberías intentar evitar tener demasiadas estrellas de fondo dentro del mismo. Casi todos los programas de fotometría buenos compensarán la presencia de estas estrellas, pero la mejor práctica es evitarlas si se puede.

La ubicación del radio interno del anillo es habitualmente a unos pocos píxeles por fuera del borde de la apertura de la estrella. Puedes variar su ubicación para evitar tener demasiadas estrellas de fondo en el anillo, siempre y cuando tengas un número suficiente de píxeles dentro del mismo para que el software calcule un buen valor promedio del fondo de cielo, como mínimo un número igual de píxeles que en la apertura de la estrella.

5.6.3 Testeando la saturación en imágenes científicas calibradas

Tu cámara solo puede registrar la luz entrante con precisión dentro de un rango específico, limitado por la cantidad de carga que puedan recolectar los píxeles antes de saturarse. El Apéndice A describe un procedimiento mediante el cual puedes determinar aproximadamente los límites de saturación de tu

DSLR, y que al hacerlo te permite establecer una guía para ajustar los tiempos de exposición para un determinado rango de magnitudes. Incluso cuando ya hayas establecido esta guía, es aconsejable verificar que tus imágenes científicas no sufran de saturación.

La forma más simple de buscar saturación en tus imágenes es medir cada estrella con la apertura descrita anteriormente y realizar los dos pasos que siguen. Primero, grafica un perfil radial de la imagen de la estrella y, si es posible, fijate si aparece con la parte de arriba plana en vez de redonda. No siempre es fácil de ver, pero puede ser obvio cuando las estrellas están muy saturadas. Segundo, examina los valores de los píxeles dentro del perfil radial. Los valores de los píxeles deberían estar absolutamente por debajo del límite de saturación, pero además también estar por debajo del límite de no-linealidad. Anteriormente ya mencionamos cómo generar esos gráficos.

5.6.4 Fotometría: midiendo estrellas y calculando magnitudes instrumentales

Todos los programas modernos de procesamiento de imágenes y fotometría te permitirán seleccionar una o más variables, una o más estrellas de comparación y una o más estrellas de chequeo en cada imagen y llevarán a cabo todos los cálculos relevantes. Los resultados de la fotometría de apertura están calibrados, pero no son mediciones con un punto cero establecido del brillo de cada objeto en el campo de visión que haya sido detectado estadísticamente; el número que aparece es solamente un conteo de cuántos ADU fueron generados por los fotones entrantes. Los pasos delineados en 5.6.1 y 5.6.2 permiten que tu software mida esa información de tus imágenes científicas y la convierta en algo más útil.

En este punto, lo que necesitas hacer es medir: (a) la estrella variable en sí misma y (b) dos o más estrellas que sean constantes en el campo de visión que sirvan tanto para calibrar la cantidad de luz de la variable como para chequear cuán estables son tus mediciones. La AAVSO ha seleccionado estrellas de comparación para muchas estrellas variables, por lo que elegir qué estrellas medir debería ser simple si tienes una carta buscadora con las estrellas de comparación marcadas. Al final de este proceso, tendrás una tabla por cada imagen, con una lista de todas las estrellas medidas. Es probable que tu software fotométrico haga un paso más, que es convertir las unidades de la medición de unidades lineales (ADU) a unidades logarítmicas llamadas magnitudes instrumentales. La razón de esto es que las magnitudes son las unidades tradicionales del brillo estelar, y casi todos los datos ópticos de estrellas variables se expresan en magnitudes. Y el calificativo “instrumental” se usa porque la magnitud es relativa a una calibración instrumental que (aún) no conoces a esta altura del proceso. Una vez más, la forma en que este paso se lleva a cabo depende de tu software, así que lee la documentación del mismo para ver si las mediciones de las estrellas están tabuladas como flujos, magnitudes instrumentales, o ambos.

Estas mediciones estelares —junto a la fecha y hora en que tomaste la imagen— te dan toda la información necesaria para luego convertir tus magnitudes instrumentales en una observación que puedas enviar a la AAVSO, pero aún te falta dar un paso. El número físicamente importante es cuán brillante son los objetos en algún sistema de medición común. En la Sección 5.7, te explicamos cómo pasar de estas magnitudes instrumentales a una verdadera magnitud que puedas reportar a la AAVSO y compararla con datos de otros observadores mediante la aplicación de la fotometría diferencial.

Addendum:

Hay otras formas de hacer fotometría además de la fotometría de apertura. Dos de las que puede que escuches hablar son el ajuste de la función de dispersión de punto (“point-spread-function fitting”) y la “sustracción de imagen”, ambas difícilmente incluídas en los paquetes de análisis fotométrico comerciales, pero que se usan en la comunidad profesional. Por ejemplo, puede que leas que se realiza fotometría con un paquete llamado “DAOPhot”. Es un paquete muy poderoso (pero muy complicado) de PSF-fitting desarrollado hace dos décadas en el Dominion Astrophysical Observatory. Los beneficios de métodos como estos radican en que pueden trabajar en campos congestionados donde las imágenes de tu estrella pueden estar mezcladas con las de estrellas vecinas, o donde es difícil o imposible medir el fondo de cielo sin encontrar una estrella débil cercana. Ambos métodos están más allá del alcance de este manual, pero a medida que ganes más experiencia, puede que quieras investigarlos por tu cuenta. En un principio, la fotometría de apertura funcionará admirablemente bien en casi todas las estrellas variables que observes.

5.7 Fotometría diferencial

La técnica que se usa más a menudo para medir el brillo de una estrella variable se denomina fotometría diferencial. Esto significa que calculamos el brillo de la variable mediante la determinación de la diferencia en brillo entre ella y una estrella de brillo (constante) conocido que se encuentre en tu imagen. La ventaja de esta técnica es que generalmente las condiciones atmosféricas serán las mismas para todas las estrellas de la imagen, especialmente si esta se toma cerca del cenit (con una baja masa de aire). En algunas circunstancias esto no será así, como por ejemplo para imágenes tomadas a baja altura o donde nubes, vapor o estelas de aviones aparezcan en la imagen, por lo que es esencial que prestes atención a las condiciones bajo las cuales se está tomando la imagen. En situaciones en las que el campo de tu objeto esté a baja altitud (alta masa de aire) y uses un campo de visión amplio, el espesor de la atmósfera puede ser diferente para las diversas estrellas de tu imagen, afectando su brillo aparente. Se pueden hacer cálculos para corregir este efecto pero, si es posible, es mejor tomar tus imágenes con los objetos altos en el cielo para minimizar este problema.

Para determinar el brillo de la estrella variable, comparamos su brillo con el de otras estrellas en la imagen, de brillo conocido y que esperamos que no sean variables. Esencialmente, la suma de los valores de los píxeles en la imagen estelar de tu variable (var), es proporcional a la suma de los valores de los píxeles en una estrella de brillo conocido, la estrella de comparación (comp). Además, a modo de chequeo de la calidad de los valores que estamos obteniendo para nuestra estrella de comparación, y a veces para verificar su no variabilidad, también sumamos los píxeles de otra estrella de brillo conocido en la imagen, la cual usamos como estrella de chequeo (check).

Esas diferencias se pueden ver en los resultados del software como sumas de píxeles o, preferentemente, como magnitudes. Para algunos programas de observación (p. ej., determinar instantes de mínimo de binarias eclipsantes), esas diferencias son todo lo que el programa científico requiere. En otro tipo de programas, son el primer paso hacia el cálculo del brillo observado medido de tu objeto de estudio.

5.7.1 Los detalles: lo que está sucediendo dentro de tu software fotométrico

Se utiliza la rutina de fotometría de tu software para analizar el brillo de tu estrella variable, una estrella de comparación y una estrella de chequeo en la imagen científica calibrada. Las instrucciones del software te dirán cómo iniciar la rutina de fotometría. El propósito fundamental de la rutina de fotometría es determinar el total de cuentas ADU recibidas de la estrella —o sea, la suma de ADU de todos los píxeles que recibieron luz de la estrella elegida— y comparar dos o más estrellas para determinar la diferencia de magnitud entre ellas.

En la imagen calibrada, cada píxel contiene cuentas ADU de “estrella+cielo”. El desafío de la rutina de fotometría es sustraer las cuentas del cielo y luego sumar sólo las de la estrella. Casi todos los programas comerciales de fotometría o procesamiento de imágenes lo hacen de la misma forma. La rutina de fotometría colocará tres círculos concéntricos alrededor de la estrella que indiques (como se ilustra en la Figura 5.3). El círculo interno es la apertura de medición. El software sumará las cuentas ADU de todos los píxeles que estén dentro de la apertura de medición; esta suma es proporcional al total de fotones de “estrella+cielo” que se recibieron. Como quieres saber cuál es el número total de fotones recibidos de la estrella, haz que el diámetro de esta apertura sea lo suficientemente grande como para que incluya la imagen completa de la estrella.

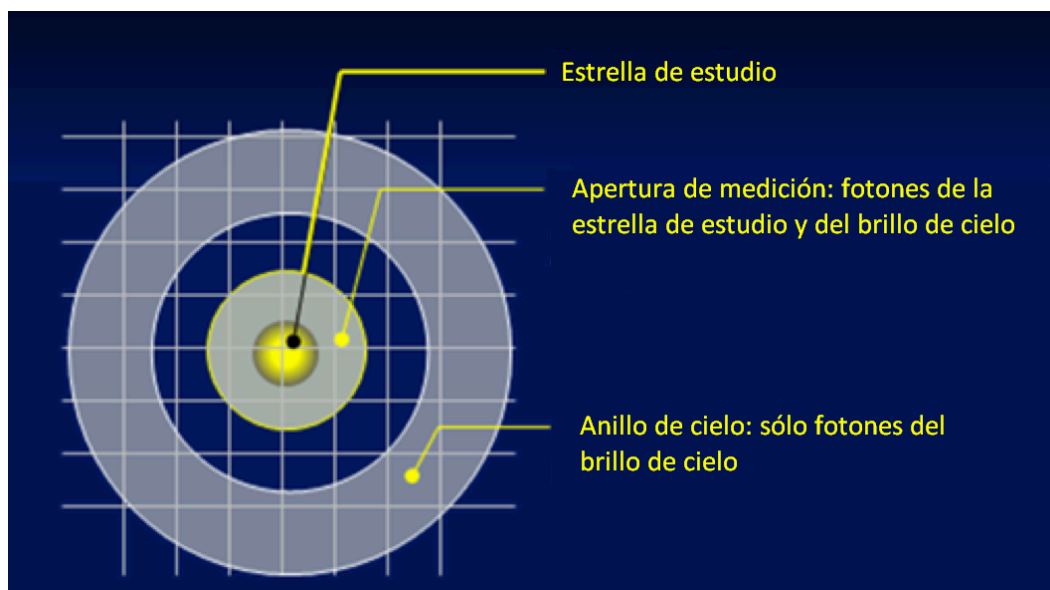


Figura 5.3. Diagrama de un conjunto típico de apertura de medición y anillos que muestran la apertura central de la estrella y un anillo de cielo que te permite determinar el fondo de cielo local alrededor de la estrella. (Cortesía de Robert Buchheim).

Los dos círculos externos forman un anillo (una rosquilla). Los píxeles dentro del anillo contienen solamente brillo de cielo sin (idealmente) luz estelar. La suma de los ADU de todos los píxeles en este anillo de cielo, indica el brillo del cielo. Tu software tomará el total de “estrella+cielo” de la apertura de medición y le restará el total correspondiente sólo al cielo del anillo de cielo (ajustado a la escala apropiada de acuerdo al número de píxeles en cada apertura). Esto deja como resultado un valor que es

igual a las cuentas ADU de la estrella sola. Esta forma de hacer fotometría, a veces es llamada fotometría de apertura y es, por lejos, el método más comúnmente usado.

Ya tienes un valor para las cuentas ADU de la estrella sola para la estrella que elegiste. Eso, en sí mismo, tiene un valor limitado, ya que el número cambiará dependiendo del ajuste de la cámara, diferentes condiciones de cielo, etc. Sin embargo, supongamos que sigues la misma rutina y determinas las cuentas de otra estrella en la imagen. Llamemos a tu primera estrella “var” y a la segunda “comp”. La diferencia de magnitud entre estas dos estrellas es

$$\Delta\text{mag} = -2,5 \log(\text{ADU}_{\text{var}}/\text{ADU}_{\text{comp}}) = \text{mag}(\text{var}) - \text{mag}(\text{comp})$$

Como mediste ambas estrellas en imágenes tomadas con los píxeles verdes de la cámara, la llamaremos diferencia de magnitud en luz verde:

$$[G_{\text{var}} - G_{\text{comp}}] = -2,5 \log(\text{ADU}_{\text{var}}/\text{ADU}_{\text{comp}})$$

Como esta es una medición de la diferencia de magnitud entre las dos estrellas, este análisis se llama “fotometría diferencial”. Lo mejor de la fotometría diferencial usando dos estrellas en la misma imagen, es que la diferencia casi no se ve afectada por cambios en los ajustes de la cámara, ni por la transparencia del cielo, etc. Por ejemplo, supongamos que calculaste Δmag en una imagen y luego tomaste otra imagen con el doble de exposición. Duplicar la exposición va a duplicar el número de cuentas ADU de cada estrella, pero la Δmag calculada permanecerá sin cambios porque es función de la relación entre las cuentas de las dos estrellas.

Si el brillo de la estrella de comparación (G_{comp}) es constante, entonces cualquier cambio en $\Delta\text{mag} = [G_{\text{var}} - G_{\text{comp}}]$ corresponde al cambio de brillo de tu estrella variable. Para muchas variables que merecen monitoreo fotométrico, las cartas de AAVSO identifican estrellas de comparación y chequeo que se sabe que son de brillo constante y cuyas magnitudes y colores han sido bien medidos.

¿Cómo confirmas que tu estrella de comparación es, en efecto, constante durante el tiempo de tus observaciones? Para eso es que está la estrella de chequeo. Si ninguna de las dos varía, entonces la diferencia de magnitud entre ellas debería no variar:

$$[G_{\text{check}} - G_{\text{comp}}] = -2,5 \log(\text{ADU}_{\text{check}}/\text{ADU}_{\text{comp}}) = \text{constante}$$

Si ves la diferencia de magnitud “check - comp” cambiar, entonces una de las dos estrellas es variable. Necesitarás saber cuál de las dos (por ejemplo, comparándolas a ambas con una segunda estrella de chequeo) y reemplazar a la variable en tu análisis de fotometría diferencial.

Capítulo 6: Calibración fotométrica

6.1 Fotometría estandarizada

Tu fotometría diferencial (ver capítulo anterior) te ha dado un resultado fotométrico fundamental: el brillo de tu variable relativo al de tu estrella de comparación. Dependiendo de tu software, el brillo diferencial podría estar expresado como la relación de intensidades $[I_{\text{var}}/I_{\text{comp}}]$ o —preferentemente— como una diferencia de magnitud:

$$\Delta\text{mag} = \text{mag}_{\text{var}} - \text{mag}_{\text{comp}} = -2,5 \log[I_{\text{var}}/I_{\text{comp}}] \quad \text{Ec. 1}$$

Para algunos proyectos, este puede ser todo el análisis fotométrico requerido. (Ejemplos de proyectos que pueden valerse solamente de fotometría diferencial son: encontrar el “instante de mínimo” de una binaria eclipsante o la curva de luz del período de rotación de un asteroide).

Para muchos otros proyectos querrás determinar el brillo “real” de tu estrella de estudio en una escala estándar. Por ejemplo, puede que quieras ser capaz de reportar que tu estrella estaba en magnitud 8,4 en el momento que la observaste. Los sistemas fotométricos estándar se basan en: (a) una escala de brillo estandarizado y (b) un conjunto de bandas espectrales estándar (colores o funciones de respuesta espectral). “Escala de brillo estandarizado” significa que a ciertas estrellas “estándar” se les han dado magnitudes definidas y las magnitudes de todas las demás estrellas se determinan en referencia a estas estrellas estándar. Una “banda espectral estándar” significa que el brillo de una estrella se mide utilizando un sensor que tiene una respuesta definida específicamente para diferentes longitudes de onda. Los astrónomos han definido varios sistemas fotométricos estándar, por diferentes razones, ya sean técnicas o históricas. Por el momento —a modo de una aproximación bastante buena que es perfectamente adecuada para muchas situaciones— utilizaremos los datos de tu imagen “G” de-Bayerizada y pospondremos una descripción de las bandas espectrales para una sección posterior.

Basándonos en el supuesto de que tus imágenes no estaban saturadas y se redujeron apropiadamente, entonces hay una relación simple entre la fotometría diferencial que mediste y las magnitudes estándar de la estrella variable y de las estrellas de comparación:

$$[G_{\text{var}} - G_{\text{comp}}] \approx V_{\text{var}} - V_{\text{comp}} \quad \text{Ec. 2}$$

donde $[G_{\text{var}} - G_{\text{comp}}]$ es la diferencia de magnitud entre la variable y la estrella de comparación, que es la que determinaste con fotometría diferencial, V_{var} y V_{comp} son las magnitudes de la estrella variable y la de comparación en la banda V del sistema fotométrico estándar, y el símbolo “ \approx ” significa “es aproximadamente igual a”.

La importancia de esta ecuación radica en que: supongamos que conoces la magnitud de la estrella de comparación (de una fuente de referencia). Puedes entonces reformular esta ecuación para que te de la magnitud en la banda V de tu variable:

$$V_{\text{var}} \approx [G_{\text{var}} - G_{\text{comp}}] + V_{\text{comp}} \quad \text{Ec. 3}$$

O sea que, si la variable está 0,4 magnitudes más débil que la estrella de comparación (es decir, $[G_{\text{var}} - G_{\text{comp}}] = 0,4$), y sabes que la estrella de comparación tiene $V_{\text{comp}} = 8,0$, entonces puedes reportar que la estrella variable tiene $V_{\text{var}} \approx 8,4$.

¿Dónde encuentras la magnitud V de tu estrella de comparación? Si tu variable tiene una carta de AAVSO y/o una secuencia fotométrica, entonces esa carta/secuencia contiene magnitudes V de varias estrellas en el mismo campo. Elige una de ellas como tu estrella de comparación. (Si más de una estrella de la secuencia aparece en tu imagen, elige una segunda como estrella de chequeo).

Si tu estrella de estudio no tiene una carta o secuencia de AAVSO, entonces algunas de las fuentes más convenientes de magnitudes estándar son la base de datos APASS o el “Homogeneous Means in the UBV System” (Medias Homogéneas en el Sistema UBV, Mermilliod, 1991). La base de datos de APASS está disponible sin cargo y se puede consultar en el sitio web de AAVSO. Para usarlo, sólo necesitas conocer las coordenadas celestes de la estrella. La página principal de APASS es:

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

Y puedes llegar al formulario de búsqueda desde allí.

La base de datos de “Homogeneous Means...” está disponible en la web a través de VizieR:

<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

Allí ingresa las coordenadas en el cuadro de búsqueda por posición; haz click en “go”. En la página de resultados, desplázate hacia abajo hasta que veas la tabla “Homogeneous Means in the UBV System (Mermilliod 1991)”.

Casi todos los programas de análisis fotométrico tienen una forma de que ingreses la magnitud V de la estrella de comparación y luego realizarán los cálculos necesarios para reportar la magnitud V de la estrella variable basándose en los datos de tu imagen (lo cual significa que en realidad nunca tienes que despejar la Ec. 3).

La aproximación resultante de las ecuaciones y análisis anteriores es lo suficientemente buena como para que tus datos se puedan enviar a la AAVSO, para ser incluidos en su base de datos de observaciones de estrellas variables. Cuando la envíes, se la debe identificar como fotometría en el filtro “TG”. [“TG” significa que la fotometría representa “mediciones utilizando sólo píxeles G de un sensor tricolor digital, y basadas en la magnitud V estándar de la estrella de comparación”]. Esta designación del filtro se utiliza en los formularios de envío de datos de AAVSO para distinguir la fotometría DSLR (y tricolor de cielo profundo) de la fotometría de muchos otros sistemas de filtros.

Las magnitudes TG son contribuciones valiosas y útiles al análisis de una gran cantidad de variables de corto y largo período, novas y supernovas.

Este análisis tiene algunos puntos débiles, motivo por el cual usamos el símbolo “ \approx ” (“aproximadamente igual”) en vez de un signo “igual” convencional. Estos puntos débiles tienen que ver con la respuesta espectral del sensor, y la extinción atmosférica. El asunto de la respuesta espectral es que la respuesta espectral “G” de tu cámara no es exactamente la misma que la de la banda V estándar de los astrónomos y no se hizo ningún ajuste de esa diferencia. Hay métodos para determinar el efecto de esta diferencia de banda espectral y ajustar tu fotometría para eliminarlo. A eso se lo llama “transformar” tu fotometría al sistema estándar; ese tema se tocará en la siguiente sección.

El punto débil relacionado a los efectos atmosféricos consiste en que hemos asumido implícitamente que la extinción atmosférica es la misma para la variable y para la estrella de comparación. Hasta ahora no hemos intentado cuantificar esto, ni hecho ningún ajuste de las diferencias en extinción atmosférica entre la variable y las estrellas de comparación. Cuando se usan imágenes con campos de visión relativamente amplios (tomadas con lentes de distancia focal relativamente corta), que son apropiados para muchos proyectos de fotometría DSLR, es probable que haya alguna diferencia en la extinción atmosférica entre la variable y las estrellas de comparación. Hay maneras de estimar la diferencia atmosférica y compensarla; esto también se describirá en la siguiente sección.

6.2 Transformación

Tratar a los píxeles “G” de las DSLR como “casi banda V” es una aproximación, si bien no es mala, para varios proyectos, estrellas y situaciones. Pero tal como los píxeles “R” (rojos) tienen una respuesta de sensibilidad espectral diferente que la que tienen los píxeles “G”, de la misma forma la respuesta de los píxeles “G” es diferente a la respuesta espectral de la banda V estándar de los astrónomos. Esta diferencia en respuesta espectral puede traducirse en una diferencia en la magnitud determinada de la estrella variable, dependiendo del color de la estrella estudiada y el de la estrella de comparación. Esta diferencia es particularmente importante cuando tus mediciones van a ser correlacionadas con mediciones hechas por otros observadores, para quienes la respuesta espectral de su sistema es diferente a la del tuyo. Llevar tu fotometría a la banda V del sistema fotométrico estándar se llama “transformarla”.

Hay dos situaciones que implican dos formas diferentes de transformar: (1) cuando estás usando una DSLR acoplada a un telescopio y, por lo tanto, tienes un campo de visión muy angosto (digamos, de unos pocos grados), usualmente puedes ignorar la extinción atmosférica diferencial. Con un campo de visión más amplio, si tu variable está alta en el cielo (a no más de 30 grados del cenit), aún puedes hacer lo mismo que con el campo angosto. Por el contrario, (2) cuando estás usando una DSLR con una lente estándar o teleobjetivo y tienes un campo de visión de varios grados y tu estrella de estudio está a más de 30 grados del cenit, probablemente habrá que dar cuenta del efecto de la extinción atmosférica diferencial (por el cual tu variable se ve a través de una zona de la atmósfera que es mediblemente diferente a la zona de la estrella de comparación). Estas dos formas de transformar tus mediciones al sistema estándar se describen por separado a continuación.

6.2.1 Situación del campo de visión angosto (o “cercano al cenit”)

En la sección precedente, utilizamos una aproximación para determinar la magnitud V de la estrella variable (recuerda el símbolo “ \approx ” en las ecuaciones 2 y 3) y la distinguimos de la “verdadera” magnitud V reportándola a la AAVSO como una magnitud “TG”. Una ecuación más completa tiene un término

adicional que da cuenta del hecho de que la respuesta espectral de tu cámara es diferente de la magnitud V estándar de los astrónomos. Esta ecuación es:

$$V_{\text{var}} = V_{\text{comp}} + [G_{\text{var}} - G_{\text{comp}}] + T[CI_{\text{var}} - CI_{\text{comp}}] \quad \text{Ec. 4}$$

donde V_{comp} es la magnitud V estándar de la estrella de comparación, $[G_{\text{var}} - G_{\text{comp}}]$ es la magnitud diferencial medida (es decir, la diferencia de magnitud G entre la variable y la estrella de comparación), T es el “coeficiente de transformación” de tu sistema, y $CI_{\text{var}} = (B-V)_{\text{var}}$ y $CI_{\text{comp}} = (B-V)_{\text{comp}}$ son los índices de color de la variable y la estrella de comparación. Los determinas buscándolos en las cartas/fotometría de AAVSO o en las bases de datos como APASS. (El índice de color puede variar dependiendo de la fase de la curva de luz en el caso de las variables, especialmente las pulsantes. Para una transformación simplista, asumimos un color medio, que es suficiente para la mayor parte de la transformación al sistema estándar. Para hacerla realmente completa, tendrías que determinar el índice de color calibrado de la variable simultáneamente con la magnitud G, lo cual está más allá del objetivo de este manual).

Fíjate que del lado derecho de esta ecuación, tienes los valores medidos $[G_{\text{var}} - G_{\text{comp}}]$ y buscarás V_{comp} y los índices de color CI_{var} y CI_{comp} en una fuente de referencia (como puede ser APASS). Para usar esta ecuación para llevar tus datos al sistema estándar, debes conocer el coeficiente de transformación, T. Determinas T para tu sistema llevando a cabo un proyectito especial que se describe a continuación.

Hay varios campos en el cielo en los que un gran número de estrellas han sido calibradas con precisión con magnitudes V e índices de color $[B-V]$. Ejemplos de esto son los “campos estándar de Landolt” y varios campos de AAVSO bien caracterizados que se pueden encontrar en el sitio web de AAVSO. Para los observadores del hemisferio sur, se recomiendan los campos estelares de la región E de Cousins a -45 grados de declinación. Puedes usar uno de esos campos para calcular el coeficiente de transformación, T, de tu sistema. La idea básica es que te fijarás en la diferencia (V-G) de un gran número de estrellas con fotometría conocida y determinarás (V-G) en función del índice de color de la estrella.

En las imágenes de un campo estelar bien estudiado, usa tu propio software de fotometría para determinar la “magnitud instrumental” (en G) promedio de una docena o más de estrellas. Esfuérzate en seleccionar estrellas que abarquen un rango amplio de colores (idealmente entre $B-V \approx -0,5$ y $B-V \approx +2$, pero puede que no seas capaz de lograr este rango completo; haz lo que sea más práctico). Para cada estrella, deriva la “magnitud instrumental” del número total de ADU de la estrella (tu software fotométrico sumará apropiadamente las “cuentas” de la estrella dentro de la apertura de medición y las ajustará con el fondo de cielo). La ecuación para la magnitud instrumental es:

$$G_{\text{estr}} = -2,5 \log (ADU_{\text{estr}}) \quad \text{Ec. 5}$$

donde ADU_{estr} es la suma de todos los píxeles contenidos dentro de la apertura de medición, menos el fondo de cielo (determinado de los píxeles del “anillo de cielo”). Casi todo software de reducción fotométrica hará los cálculos por tí cuando hagas click en la estrella y la reportará como la magnitud instrumental de la misma.

Ahora utiliza tu programa de planillas de datos (p. ej., Excel) para realizar el análisis que resulte en la transformación para tu sistema. Para cada estrella, ingresa las cuentas ADU medidas (o la magnitud

instrumental G_{estr} , si tu software te la da), calcula G_{estr} si es necesario, e ingresa la magnitud V estándar y el índice de color [B-V] estándar en la planilla (una línea por estrella). Grafica “V-G” versus el índice de color; el resultado deberían ser puntos que caen muy cerca de una línea recta. Usa la opción de línea de tendencia lineal de tu planilla de datos para encontrar el mejor ajuste lineal y para ver la ecuación de ese ajuste. El coeficiente de transformación, T, es simplemente la pendiente de esta línea de mejor ajuste. (Al punto donde el eje y intercepta la línea, los fotometristas lo llaman “punto cero”, pero por ahora puedes ignorarlo).

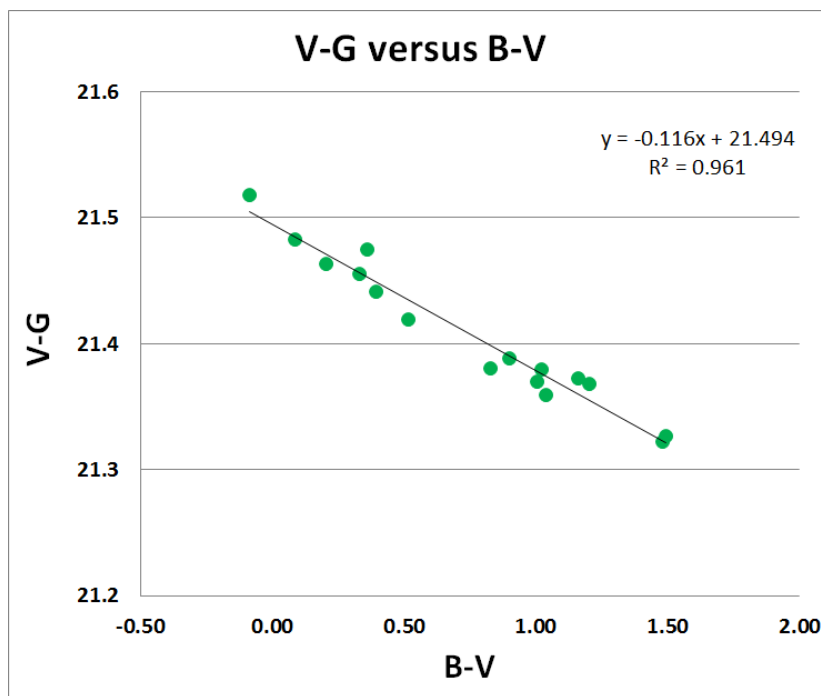


Figura 6.1. Línea de mejor ajuste de los residuos de V-G versus los puntos del color B-V utilizados para determinar el coeficiente de transformación, T_V , que en este caso es -0,116. (Cortesía de Mark Blackford).

Si nunca cambiase nada, entonces este proyecto para determinar la transformación de tu sistema sólo necesitaría hacerse una vez, porque “T” es un parámetro que se relaciona con tu sistema (telescopio y cámara), no con las estrellas individuales. Desafortunadamente, las cosas sí cambian..., el polvo se acumula, los revestimientos ópticos se degradan con la edad y el mal uso y (como la atmósfera es parte de tu sistema óptico) tanto el clima como la dirección a la que apuntas podrían tener un impacto en “T” para tu sitio de observación. La única forma de saber si las cosas están cambiando en tu sistema es chequearlas de vez en cuando, rehaciendo tu determinación de “T” (y llevando un registro de los resultados). ¿Cuán a menudo deberías hacerlo? Hay diferentes opiniones. Ciertamente, la primera vez que determines “T” (para tener una idea de la variabilidad de tu resultado), es una buena idea usar datos de más de una noche y de más de un campo de estrellas estándar. También es una buena elección re-chequear tu coeficiente de transformación una vez por año aproximadamente. Si por alguna razón necesitas tomar imágenes de una estrella que está bajo una masa de aire muy alta (baja altura), te dará más confianza chequear tu coeficiente de transformación utilizando un campo de estrellas estándar que también se encuentre bajo una masa de aire comparable.

También debes determinar una T única para cada sistema de observación. Por ejemplo, si tienes dos telescopios, entonces cada combinación “cámara+telescopio” tendrá su propio y único coeficiente de transformación. Y si cambias algo en el camino de las ópticas (p. ej., agregas o quitas una ventana o compras una nueva lente para la cámara), entonces debes determinar un nuevo coeficiente de transformación para el sistema recientemente modificado. También recomendamos que uses varias de esas imágenes, calcules tu coeficiente de transformación para cada una de ellas y luego promedies los valores para reducir el ruido inherente a cualquier análisis.

Ahora que conoces el coeficiente de transformación de tu sistema, puedes transformar tu medición (tomada en la banda G) a una magnitud de banda V estándar utilizando la ecuación (Ec. 4) ya dada y que repetimos aquí:

$$V_{\text{var}} = V_{\text{comp}} + [G_{\text{var}} - G_{\text{comp}}] + T[CI_{\text{var}} - CI_{\text{comp}}] \quad \text{Ec. 6}$$

Fíjate que en esta ecuación necesitas buscar el índice de color de tu estrella en un catálogo. Esto significa que se introducirá una pequeña ambigüedad incluso en este valor V_{var} transformado si el índice de color de la variable cambia con el tiempo. Esto no es para nada extraño en las variables pulsantes de largo período y a veces se nota en diferentes tipos de estrellas con fluctuaciones de corto período. Aun así, incluso teniendo en cuenta esta pequeña ambigüedad, es más preciso usar magnitudes “transformadas” que sin transformar y transformar tus resultados a la banda V estándar hace que sea más fácil correlacionar tus mediciones con las de otros observadores.

6.2.2 Situación de campo de visión amplio

La forma de transformar tus observaciones descripta recién es sólo apropiada para imágenes con campos de visión relativamente angostos (tales como aquellos que se obtienen cuando tu cámara DSLR ve a través de tu telescopio). La razón para esta limitación de “campo de visión angosto” radica en un efecto que hasta ahora hemos ignorado: la extinción atmosférica diferencial. Ya sabes por la experiencia cotidiana, que la atmósfera absorbe y dispersa la luz y, por lo tanto, tiene un efecto en la luz estelar. Una de las ventajas de la fotometría diferencial es que —siempre y cuando la variable y las estrellas de comparación estén juntas en el cielo y no demasiado cerca del horizonte— la luz de ambas pasa a través de prácticamente la misma cantidad de atmósfera y, por lo tanto, sufre esencialmente del mismo efecto.

Sin embargo, cuando utilizas tu cámara DSLR con una lente de cámara normal, probablemente tengas un campo de visión bastante amplio —fácilmente de varios grados y quizás de más de 30 grados—. Para algunos proyectos con estrellas brillantes, es necesario sacar ventaja de este campo amplio, porque tu estrella de estudio y las estrellas de comparación adecuadas pueden estar muy separadas. Si están a más de unos grados de distancia, entonces su luz atraviesa diferentes zonas de la atmósfera y, por lo tanto, la extinción atmosférica diferencial puede ser significativa. La importancia de este efecto crece a medida que: (a) la separación entre las dos estrellas es mayor y (b) aumenta la distancia al cenit de una o las dos estrellas. Ten en cuenta que estamos ignorando otro efecto llamado “extinción de segundo orden”, que es dependiente del color de cada estrella, pero que suele ser un efecto mucho menor que la extinción diferencial normal.

En esta situación, la “transformación” debe incluir el efecto de las diferencias de respuesta espectral (como arriba) más el efecto de la extinción atmosférica diferencial. Esto se logra agregando un término más a la ecuación de la fotometría diferencial:

$$V_{\text{var}} = V_{\text{comp}} + [G_{\text{var}} - G_{\text{comp}}] + T[CI_{\text{var}} - CI_{\text{comp}}] - k[X_{\text{var}} - X_{\text{comp}}] \quad \text{Ec. 7}$$

En Ec. 7, k es el “coeficiente de extinción atmosférica” (medido en magnitudes por masa de aire), y X_{var} y X_{comp} son la masa de aire de la variable y de las estrellas de comparación respectivamente.

La masa de aire expresa cuan largo es el recorrido que atraviesa la luz de la estrella en su camino hacia tu ojo o tu cámara. Para masas de aire pequeñas (digamos, $X < 2$), la masa de aire se calcula con la fórmula: $X = \sec(z)$, donde z es la distancia angular de la estrella desde el cenit. La mayoría de los programas de análisis fotométrico calcularán la masa de aire por tí si les ingresas tu ubicación y tu zona horaria, fecha y hora de la imagen y las coordenadas ecuatoriales de la estrella.

Los otros términos en Ec. 7 son los mismos definidos en Ec. 4.

La explicación que sigue se refiere a una forma de determinar el coeficiente de transformación y el de extinción atmosférica (simultáneamente), para las imágenes de situación de campo de visión amplio. Varios campos han sido bien estudiados, específicamente por el problema de las imágenes de campo amplio: el cúmulo abierto Messier 67 (M 67), IC 4665 y el cúmulo de Coma Berenices.

¿Cuándo necesitas usar la Ec. 7 y el procedimiento matemático complicado que describimos más adelante para determinar el coeficiente de extinción atmosférica? Si tu campo de visión se sitúa a menos de aproximadamente 20 grados del cenit y mide menos de unos 20 grados de ancho, puedes usar sin problema la transformación más simple descrita con la Ec. 4. A medida que tu campo se hace más ancho o que tu estrella de estudio o de comparación están a más de 30 grados del cenit, entonces la importancia de la extinción atmosférica diferencial crece, y es importante usar la Ec. 7 si vas a transformar tus magnitudes a la banda V estándar.

Las correcciones de masa de aire de primer orden se pueden aplicar a las imágenes DSLR utilizando la siguiente ecuación (Henden y Kaitchuck, 1982):

$$(V-v) = -kX + T(B-V) + ZP \quad \text{Ec. 8}$$

donde la recientemente introducida variable, k , es el coeficiente de extinción, y X es la masa de aire. Esta ecuación tiene la misma forma funcional que un plano geométrico en tres dimensiones: $z = Ax + By + C$. Kloppenborg et al. (2012) dan un método para resolver esta ecuación. Si asumimos que la magnitud instrumental, v , depende solamente de los términos del lado derecho de la ecuación de arriba, entonces podemos resolver los coeficientes k , T y ZP , usando un mínimo de tres estrellas de calibración en el campo de visión. Sin embargo, si una de las estrellas de calibración es “mala”, ya sea incorrectamente identificada o con una magnitud o masa de aire mal calculadas, los coeficientes se verán afectados. Por esta razón, usualmente utilizamos muchas estrellas más y hacemos una solución de mínimos cuadrados lineal para remover valores atípicos y mejorar los coeficientes resultantes.

Un ajuste de mínimos cuadrados de un número n de estrellas de calibración al plano definido por la ecuación: $z = Ax + By + C$ se encuentra al resolver por la matriz de coeficiente, X , en la siguiente expresión, usando la inversa de A :

$$AX = B \quad \text{Ec. 9}$$

O de forma completa (substituyendo ε por "T" y ζ por "ZP"):

$$\begin{bmatrix} \sum_{i=1}^n x_i^2 & \sum_{i=1}^n x_i y_i & \sum_{i=1}^n x_i \\ \sum_{i=1}^n x_i y_i & \sum_{i=1}^n y_i^2 & \sum_{i=1}^n y_i \\ \sum_{i=1}^n x_i & \sum_{i=1}^n y_i & \sum_{i=1}^n 1 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} -k'_v \\ \varepsilon \\ \zeta_v \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \sum_{i=1}^n x_i z_i \\ \sum_{i=1}^n y_i z_i \\ \sum_{i=1}^n z_i \end{bmatrix}$$

No es necesario escribir software que resuelva estas ecuaciones, ya que varias planillas de datos y lenguajes de programación tienen rutinas similares incorporadas. Por ejemplo, Excel tiene la función “estimación.lineal”. Si deseas escribir tu propio algoritmo de reducción, la función “scipy.optimize.leastsq” de Python, se puede usar para esta tarea.

6.3 Reportando tus resultados

Ninguna medición científica tiene valor si no se publica, para así poder compartirla con la comunidad de investigación. La “publicación” de la mayoría de las mediciones fotométricas de estrellas variables significa agregarlas a alguna base de datos conocida, como la Base de datos Internacional de AAVSO. Los investigadores tienen entonces acceso a tus datos y a los de todos los demás, mediante la consulta de los datos de una estrella en particular en un determinado período de tiempo. Para que sea útil, tu medición debe estar acompañada de información que describa lo que es, cómo se llevó a cabo y otra información relacionada con su contenido y calidad. El formulario de ingreso de datos de AAVSO está en “WebObs”, debajo de la pestaña “Data”, en la página principal. La información requerida por WebObs es bastante fácil de entender en sí misma, pero por las dudas, aquí están los significados de algunos de los campos que tendrás que completar además de tus mediciones, si es que vas a ingresarlas individualmente:

- “Obstype”: “Tipo de observación”. Asumiendo que tu instrumento es una DSLR, tu tipo de datos es “DSLR”.
- “Magnitude”: “Magnitud”, es la magnitud V_{var} , determinada con alguno de los métodos ya descriptos.
- “Mag Error”: “Error de la magnitud”. Te lo da tu paquete de software o se puede determinar tomando 3 o más imágenes de cada campo, promediando las magnitudes derivadas y calculando la desviación estándar.

Si usaste la fórmula simple de fotometría (Ec. 3) para estimar la magnitud V del objeto, no marques ninguno de los recuadros que hay entre Magnitude y Mag Error.

Si usaste alguno de los métodos de transformación, Ec. 4 o Ec. 7, chequea el cuadro “transformed” (“transformada”).

- “Filter”: “Filtro”. Si usaste Ec. 3 (es decir, no has transformado tus datos de “G” a la banda V estándar), entonces escribe el filtro como “TG”. Si realizaste la transformación a la banda V estándar (es decir, usaste Ec. 4 o Ec. 7), entonces elige V como el filtro (y también chequea el cuadro “transformed” de arriba).
- “Chart ID”: “Identificación de la carta”. Si es posible, usa una carta de AAVSO. Las DSLR suelen tener un campo amplio y VSP no genera buenas cartas de campo amplio, por lo cual puedes usar otro método, pero asegúrate de identificar la carta de la mejor manera posible.
- “Comp, Check stars”: “Estrellas de comparación y de chequeo”. Agrega las magnitudes instrumentales como se las determinó arriba.
- “Airmass”: “Masa de aire”. Ingresa la masa de aire media entre la variable y la estrella de comparación.
- “Group”: “Grupo”. Si estás enviando magnitudes B , G y R de una sola toma, indícalo dándole a las tres mediciones el mismo número de grupo. Eso ayuda a identificar que las magnitudes se obtuvieron de la misma imagen. Este manual describe el proceso SOLAMENTE para el canal verde, para así simplificar la explicación. Los canales B y R no se corresponden bien con las bandas B y R estándar de Johnson-Cousins.

Después de apretar el botón “Submit Observation” (“Enviar observación”), se te dará la oportunidad de revisar tu envío y confirmar que es correcto.

El otro método de reportar datos es más complejo y consiste en enviar un archivo con las observaciones en lugar de una por vez. Casi todos los paquetes de software generan un archivo de salida llamado “AAVSO Extended Format” (“Formato Extendido de AAVSO”), que es el tipo de archivo que deberías usar. Asegúrate de que “obstype” en ese archivo de salida esté indicado como DSLR. Hay una opción en WebObs para seleccionar tu archivo y enviarlo, con un proceso de permisos y chequeos similar al del envío de observaciones individuales.

Deberías ir al Light Curve Generator (Generador de Curvas de Luz) después de enviar los datos para ver cómo se ven en comparación con los de los otros observadores. ¡Es divertido ver cómo una curva de luz se construye en tiempo real!

Capítulo 7: Desarrollando un programa de observación de DSLR

7.1 Decidiendo qué observar

Uno de los desafíos más grandes que enfrenta el observador Nuevo es decidir cuáles de los cientos de miles de estrellas variables conocidas observar. ¿Dónde encuentras listas o catálogos de estrellas? ¿Cómo decides cuáles son adecuadas para tu instrumento? ¿Cómo obtienes cartas que muestren a la variable y a las estrellas que la rodean y cómo decides cuáles usar como estrellas de comparación (comp)?

En un esfuerzo por simplificar ese proceso de decisión, te damos una lista de 10 estrellas para observadores del Norte y 10 estrellas para observadores del Sur que creemos que son buenas para los principiantes.

7.1.1 Con respecto al equipo

Conocer las limitaciones y el potencial de tu equipo es importante. ¿Cuán débiles son las estrellas más débiles que puedes detectar con tu equipo? ¿Cuáles son las estrellas más brillantes que deberías intentar observar con tu telescopio? ¿Hay un límite? No necesitas saber todo acerca de las cámaras DSLR. Sólo necesitas saber lo más que puedas acerca de la tuya.

7.1.2 Con respecto a tu perfil

Lo que serás capaz de observar está determinado en gran parte por tu sitio de observación, condiciones de cielo, cuan a menudo puedas salir a observar y por cuánto tiempo te puedas quedar, como así también por el tipo de equipo que uses. Tu experiencia es un factor importante aquí también. ¿Estás organizado y preparado? ¿Conoces los campos estelares? ¿Eres capaz de apuntar la cámara a la estrella de estudio de forma eficiente? ¿Sabes cómo obtener las mediciones más precisas posibles con tu equipo?

7.1.3 Valor científico

Más adelante, cuando decidas expandir tu programa de observación, hay varios criterios que tendrás que tener en cuenta.

Es importante entender el valor de las observaciones DSLR y qué estrellas y áreas de investigación son las más prometedoras para que los observadores de DSLR hagan una contribución valiosa a la ciencia. Necesitas un modo de evaluar el panorama actual y futuro de la investigación de estrellas variables para encontrar respuestas a estas preguntas. Una forma fácil es darle un vistazo a los programas de observación y campañas organizadas o recomendadas por la AAVSO y otras organizaciones de estrellas variables.

7.1.4 El factor diversión

Si no sientes que es divertido, no lo vas a hacer. Así que, ¿qué es lo divertido para tí? ¿Es el desafío? ¿Es salir y estar en contacto con el universo? ¿Hay algunas estrellas que sólo te guste observarlas por diversión? ¿Hace falta tomárselo muy en serio? ¿Algo de esto es importante? ¿Podemos tomarlo en serio, contribuir a la ciencia y a la vez divertirnos?

Créase o no, esto marca una diferencia. Queremos que tengas éxito, que te sientas feliz y que seas productivo. Si esto no te resulta divertido, no lo serás.

7.2 ¿Cuáles son algunas estrellas recomendadas para comenzar?

7.2.1 La lista de objetos

Hemos seleccionado unas pocas estrellas tanto para observadores del Norte como del Sur (incluidas en la Tabla 7.1), basándonos en un conjunto de criterios que pensamos que las harían útiles como estrellas de entrenamiento.

Para principiantes en fotometría DSLR, es aconsejable que la amplitud de la estrella variable sea de más de 0,3 magnitudes. A menos que las condiciones de cielo sean buenas, es difícil obtener mediciones precisas si la amplitud es menor. Para darles un desafío a los recién llegados, hemos elegido una estrella —beta Cephei— de baja amplitud. Lo que tiene a favor esta estrella es que (en el hemisferio norte) está bien alta en el cielo. Como la luz de la estrella no tiene que atravesar tanta atmósfera como tendría que hacerlo una estrella que está más baja, es posible alcanzar una mayor precisión. Hemos determinado que hacen falta 30 imágenes para medir beta Cep y que sea posible alcanzar la precisión necesaria.

No hemos elegido estrellas de magnitud más débil que 9 porque recomendamos las que pueden andar bien utilizando una cámara o un trípode sin guiado. Las lentes comúnmente usadas para las DSLR son las de 85 mm., 100 mm. y 200 mm. La última recolecta la mayor cantidad de luz y puede permitir fotometría de precisión hasta magnitud 9. Las lentes de 85 mm. y 100 mm. son buenas hasta magnitud 8.

Pensamos que todas las estrellas en nuestra lista de recomendadas son fáciles de encontrar con los planetarios virtuales conocidos o por conocimiento básico de las estrellas más brillantes del cielo. Para varias de estas estrellas, hemos facilitado la búsqueda con cartas que muestran la constelación entera, para así ayudar al observador a orientarse, teniendo en mente el probable campo de visión de una DSLR y una lente común. Las estrellas con cartas de este tipo, están indicadas en la Tabla 7.1 con un doble asterisco (**). Las mismas están disponibles en los tutoriales que se pueden bajar de:

<http://www.aavso.org/10-star-training>. Selecciona el tutorial correspondiente a tu hemisferio.

Para fotometría de precisión, se requieren un número de estrellas de comparación y una estrella de chequeo. Esto se llama fotometría combinada (“ensemble photometry”). Las estrellas de comparación y la de chequeo tienen que estar cerca de la variable, de modo que todas estén, más o menos, brillando a través del mismo espesor de atmósfera. Si ese no fuera el caso, se introducirían errores que harían difícil la fotometría de precisión. Si las estrellas estuviesen demasiado lejos, el trabajo de precisión sería imposible.

Todas las estrellas que hemos elegido son interesantes y/o “famosas”. Todas tienen el interés de los astrónomos profesionales porque ilustran etapas importantes de la evolución estelar. Mira fue la primera estrella variable descubierta, en 1596. Miu Cephei es una estrella grande en los estadios finales de evolución y pronta a convertirse en supernova. Consideramos que algunas de las estrellas recomendadas se adaptan para proyectos de colegios y escuelas secundarias. Muchas de ellas tienen una larga lista de referencias en la web que serán de ayuda para un proyecto estudiantil.

Algunas de las estrellas que hemos elegido tienen una variación regular (como las cefeidas y las binarias eclipsantes) y tres tienen un ciclo que se completa en menos de 5 horas. Un estudio de su ciclo se puede completar en una sola sesión de observación.

Tabla 7.1. Variables brillantes recomendadas para principiantes tanto del hemisferio norte como del sur.

ESTRELLAS DEL NORTE					
Nombre	Meses de observación	Rango de magnitud	Tipo de variable	Período (días)	Notas
Z UMa	Todo el año	6,2-9,4	Variable semirregular	195,5	Se puede observar cada 5 días. Puede que necesites cambiar los ajustes para tener en cuenta el gran cambio de magnitud.
delta Cep**	Todo el año	3,49-4,36	Cefeida clásica	5,366266	Se puede observar 2 veces en una noche o 1 antes de medianoche. Es una variable histórica famosa con una curva de luz regular distintiva. Repórtala como del Cep.
Algol (beta Per)**	Agosto a Mayo	2,09-3,30	Binaria eclipsante	2,86736	El eclipse dura cerca de 8 horas. Se deberían tomar medidas por al menos 2 horas a cada lado del mínimo predicho. Para producir una curva de luz razonable, necesitarás al menos 10 mediciones que se pueden hacer cada 15 minutos. Repórtala como bet Per.
beta Lyr**	Abril a Noviembre	3,30-4,35	Binaria eclipsante	12,94061713	Eclipsante semi-separada que está en continuo eclipse. La mayor parte del ciclo, alcanza con 1 medición por noche. Alrededor del mínimo primario (más o menos 1 día y medio) se pueden tomar mediciones cada hora. Repórtala como bet Lyr.
miu Cep* **	Todo el año	3,43-5,1	Variable semirregular	835	1 medición por noche es suficiente. Repórtala como “miu” en vez de mu.
eta Aql**	Abril a Noviembre	3,49-4,30	Cefeida clásica	7,1769	Se la puede observar 2 veces en 1 noche o 1 vez antes de medianoche. Es una variable histórica famosa con una curva de luz regular distintiva.
Mira (omicron Cet)*	Agosto a Febrero	2-10,1	Mira	331,96	Se puede medir 100 días a cada lado del máximo. Repórtala como omi Cet.
R Lyr* **	Abril a Noviembre	3,81-4,44	Variable semirregular	46:	1 medición por noche es suficiente.
beta Cep	Todo el año	3,16-3,27	Variable pulsante beta Cephei	0,1904881	Tiene una amplitud muy baja, por lo que harán falta 30 imágenes para realizar una medición bajo buenas condiciones

					de cielo. Tiene un período regular y varía constantemente. Se puede medir un período completo en una sesión con mediciones cada 5 minutos.
BE Lyn	Octubre a Abril	8,57-8,97	Delta Scuti de gran amplitud (HADS)	0,09586954	Tiene un período corto regular que se puede estudiar en una sola sesión con 10 mediciones cada 5 minutos.
V474 Mon	Noviembre a Marzo	5,94-6,31	Delta Scuti de gran amplitud (HADS)	0,136126	Tiene un período corto regular que se puede estudiar en una sola sesión con 10 mediciones cada 5 minutos.
ESTRELLAS DEL SUR					
W Sgr**	Marzo a Octubre	4,29-5,14	Cefeida clásica	7,59503	Se la puede observar 2 veces en 1 noche ó 1 vez antes de medianoche.
kappa Pav**	Abril a Noviembre	3,91-4,78	Variable pulsante W Virginis	9,083	Muestra abruptos cambios de período. 1 medición por noche está bien pero obsérvala más a menudo alrededor del máximo para obtener buenos instantes de máximo. Repórtala como kap Pav.
beta Dor**	Septiembre a Abril	3,41-4,08	Cefeida clásica	9,8426	Obsérvala 1 ó 2 veces por noche y compara su curva de luz con la de kap Pav, una cefeida de período similar pero diferente población. Repórtala como bet Dor.
l Car**	Diciembre a Julio	3,32-4,12	Cefeida clásica	35,562	La cefeida más brillante del cielo después de Polaris, si tomamos la magnitud aparente. 1 medición por noche es suficiente. Ten en cuenta que “l” es L minúscula, no i mayúscula.
R Car* **	Diciembre a Agosto	3,9-10,5	Mira	307	Requiere del uso de diferentes ajustes para cubrir su ciclo completo.
V Pup**	Octubre a Mayo	4,35-4,92	Binaria eclipsante	1,4544859	Cambios de brillo continuos. La mayor parte del ciclo, alcanza con 1 medición por hora. Alrededor del mínimo primario se pueden tomar mediciones cada 10 minutos.
R Dor* **	Octubre a Mayo	4,78-6,32	Variable semirregular	172	Es una semirregular que muestra dos máximos y fuertes cambios de amplitud de un ciclo a otro. Alcanza con 1 medición cada 2 noches.
zeta Phe**	Julio a Febrero	3,94-4,42	Binaria eclipsante	1,6697671	El eclipse primario dura casi 5 horas. Se necesitan mediciones cada 10 minutos. Sistema excéntrico, así que observa el eclipse secundario (fase 0,49) para detectar movimiento de la línea de ápsides. Repórtala como zet Phe.
RY Lep	Octubre a Mayo	8,05-8,46	Delta Scuti de gran amplitud (HADS)	0,2251475	Se puede medir un período completo en una sesión con mediciones cada 5 minutos.
RS Gru	Junio a Enero	7,94-8,48	Delta Scuti de gran amplitud (HADS)	0,1470117	Tiene un período corto regular que se puede estudiar en una sola sesión con 10 mediciones cada 5 minutos.

* = Esta estrella es roja y las magnitudes DSLR sin transformar pueden ser excesivamente brillantes.

** = Hay una carta para esta estrella en el Tutorial de 10 estrellas (del Norte) o en el Tutorial de 11 estrellas (del Sur).

7.2.2 Planeando una sesión de observación

Hay que tener en cuenta varias cosas para planear una sesión de observación. Tienes que estimar el número de horas durante las que se podrá observar. Puede que tengas una hora, o varias, o una noche completa. Si tienes sólo una hora, entonces no serás capaz de observar una binaria eclipsante que requiera mediciones por cuatro o más horas. Pero en una hora puedes ser capaz de medir cinco estrellas que sólo necesiten una observación por noche. Puede que haya un pronóstico del tiempo que te anuncie que toda la noche estará despejada pero no observarás una eclipsante porque no hay ningún eclipse predicho para esa noche. Una estrella interesante para observar puede que se ponga demasiado pronto como para medirla o que no suba lo suficientemente alto hasta bien entrada la madrugada. Algunas estrellas tienen su temporada de observación. En otras épocas están debajo del horizonte o demasiado cerca del Sol. Sin embargo, algunas estrellas siempre serán objetivos potenciales para el Norte, como por ejemplo delta Cephei y beta Cephei. A veces se puede pasar una interesante noche de trabajo testeando el equipo y los ajustes. Puedes chequear la diferencia de magnitud de dos estrellas constantes. Otro experimento que vale la pena realizar es chequear la precisión de las mediciones tomando diez, veinte o treinta imágenes.

Si planeas observar varias estrellas en una misma sesión, asegúrate de anotar cuidadosamente cualquier cambio que tengas que hacer en los ajustes al pasar de una estrella a otra. Es demasiado fácil olvidarse de cambiar los ajustes cuando estás cansado muy entrada la noche.

Si eres un observador visual de estrellas variables puedes, por supuesto, elegir estudiar tu estrella favorita aplicando los principios de este manual.

7.2.3 Cartas buscadoras y cartas de estrellas de comparación con tablas fotométricas

Localizar una estrella variable es una habilidad que se aprende. Se deben usar cartas buscadoras que tengan secuencias de estrellas de comparación con magnitudes visuales bien determinadas. Urgimos a nuestros observadores a usar estas cartas para evitar el conflicto que se puede suscitar cuando se toman las magnitudes de las mismas estrellas de comparación de distintas cartas. Esto puede generar que se registren dos valores diferentes de variación para la misma estrella en la misma noche.

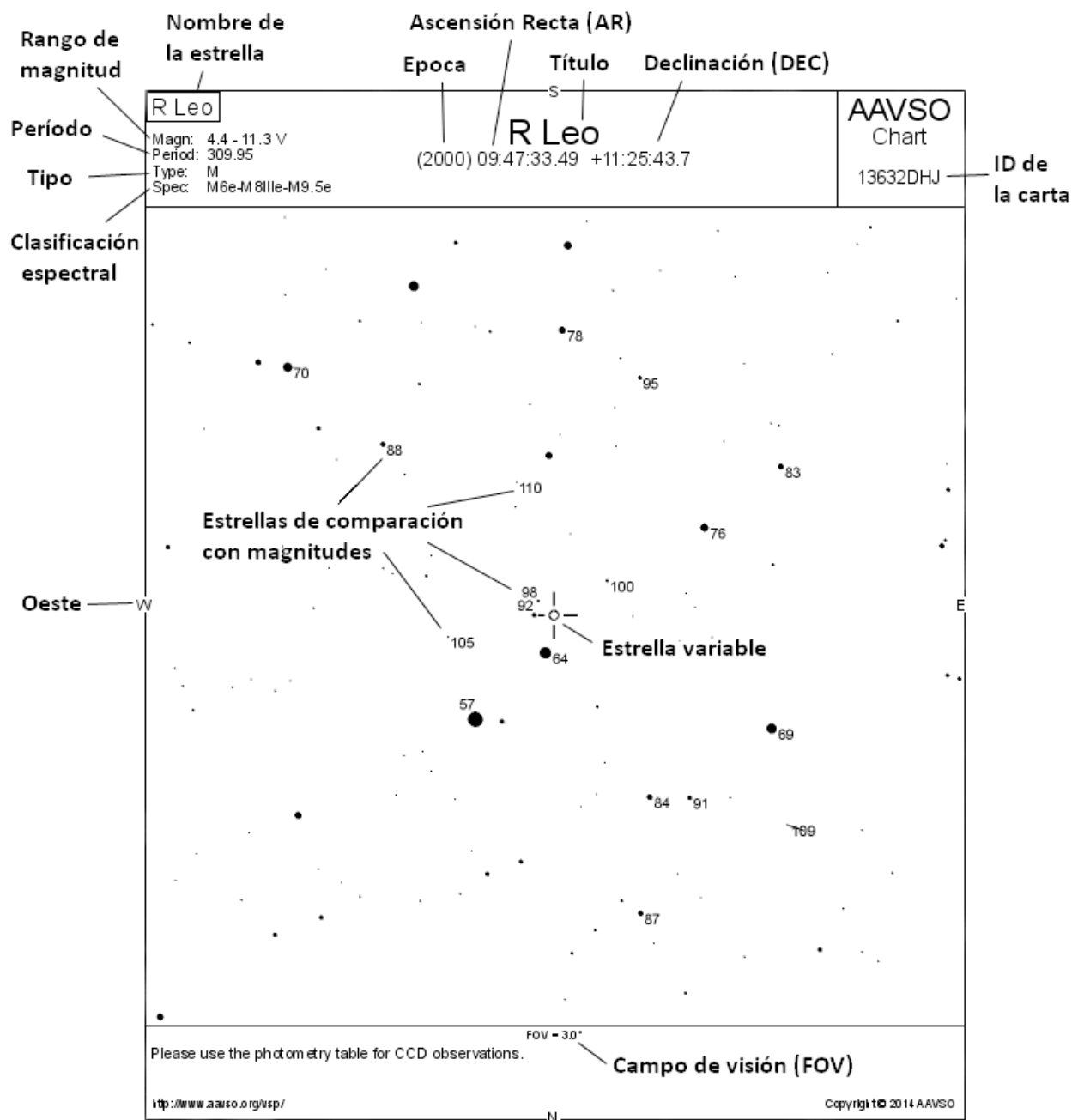


Figura 7.1. Carta de AAVSO de R Leo, con explicaciones de la información que se muestra en la misma. Generada utilizando VSP (ver abajo).

Variable Star Plotter (VSP) de AAVSO

Las cartas estándar de AAVSO ahora se generan online con el Variable Star Plotter (VSP). Han reemplazado por completo a las antiguas cartas electrónicas o a las que estaban hechas en papel. Cuando entras a la página de VSP (<http://www.aavso.org/vsp>), aparece un formulario que te pide los parámetros de la carta y da algunas explicaciones generales de VSP y (en la sección How Can I Get Help —Cómo puedo obtener ayuda—) un vínculo a una guía rápida (Figura 7.2).

Guía rápida de VSP

Un ejemplo típico y simple (R Leonis) te mostrará lo fácil que es generar una carta.

Ve a la página de VSP (www.aavso.org/vsp). En la sección “Plot a Quick Chart...” (Genera una carta rápida) en la parte superior del formulario:

1. Ingresa el nombre de la estrella (ej., “R Leo”) en el recuadro “What is the name, designation, or AUID of the object?” No importa si es en mayúsculas o minúsculas. No incluyas las comillas.
2. Selecciona la escala de la carta del menú desplegable “Choose a predefined chart scale”. En este ejemplo seleccionamos la escala “B” (que equivale a un campo de visión de 3,0 grados).
3. Acepta las opciones por defecto del resto del formulario.
4. Haz click en el botón “Plot Chart”.

Se abrirá una nueva ventana mostrando la carta en formato de gráfico (.png). La Figura 7.1 es un ejemplo de carta creada usando este procedimiento.

Figura 7.2. Guía rápida de VSP que aparece en la página de VSP junto al formulario de parámetros de la carta.

A continuación una explicación del formulario online de VSP.

WHAT IS THE NAME, DESIGNATION OR AUID OF THE OBJECT?

Ingresa el nombre de la estrella o cualquier otro identificador en este cuadro. Como alternativa, puedes escribir la ascensión recta (AR) y la declinación (DEC) que deseas tener en el centro de la carta en los cuadros de texto apropiados debajo del encabezado “PLOT ON COORDINATES”.

CHOOSE A PREDEFINED CHART SCALE

Este menú desplegable te permite seleccionar el campo de visión de acuerdo a las escalas de las cartas viejas. En él verás las letras “A”, “B”, “C”, etc. Por ejemplo, una carta “A” mostrará 15 grados de cielo y estrellas hasta magnitud 9. Una carta “B” mostrará 3 grados de cielo y estrellas hasta magnitud 11. Necesitas usar una carta, o un conjunto de cartas, que cubran el rango completo de magnitudes de la estrella variable que estás observando. Esto también está determinado por los instrumentos que uses. La Tabla 7.2 muestra las escalas predeterminadas de las cartas de AAVSO.

Tabla 7.2. Escalas predeterminadas de las cartas de AAVSO.

	Arc/mm	Area	Buena para
A	5 minutos	15 grados	binoculares/buscador
B	1 minuto	3 grados	telescopio pequeño
C	40 segundos	2 grados	telescopio de 3-4"
D	20 segundos	1 grado	telescopio $\geq 4''$
E	10 segundos	30 minutos	telescopio grande
F	5 segundos	15 minutos	telescopio grande
G	2,5 segundos	7,5 minutos	telescopio grande

CHOOSE A CHART ORIENTATION

Esta opción te ayudará a crear una carta que, vista desde arriba, mostrará las estrellas en la misma orientación que se ve en tu equipo. Por ejemplo, si tu telescopio te da una imagen invertida (como un refractor o un reflector sin diagonal), será mejor usar la opción “Visual” que te da una carta con el Sur arriba y el Oeste hacia la izquierda. Si usas un diagonal, puede que desees seleccionar la opción “Reversed” que crea una carta con el Norte arriba y el Oeste a la izquierda. La opción “CCD” genera una carta con el Norte arriba y el Este a la izquierda que también puede servir para observación con binoculares o a simple vista.

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

Los observadores visuales deben seleccionar “Chart”. Los observadores CCD o PEP que quieran acceder a fotometría precisa de las estrellas de comparación pueden seleccionar “Photometry Table” para obtener una tabla con fotometría multicolor en vez de una carta estelar.

DO YOU HAVE A CHART ID?

Cada carta se genera con una ID (identificación de la carta) en la esquina superior derecha. Esta combinación de números y letras debe reportarse con tus observaciones de estrellas variables. Si quieres volver a crear una carta perdida, sólo escribe la ID en este cuadro de texto y la carta será replicada usando los ajustes que utilizaste para crearla la primera vez. Esta opción también se puede usar si desees compartir información relacionada a la carta utilizada con otras personas.

PLOT ON COORDINATES

En vez de ingresar el nombre de la estrella, puedes escribir la AR y la DEC del centro de la carta que desees crear. Al ingresar coordenadas, debes separar las horas, minutos y segundos de AR con espacios o con dos puntos. Lo mismo es válido para separar los grados, minutos y segundos en DEC.

WHAT WILL THE TITLE FOR THIS CHART BE?

El título va a ser una palabra o frase que quieras que aparezca en la parte de arriba de la carta. No es necesario que escribas nada en este campo, sin embargo, un título corto puede ser muy útil. Incluye el nombre de la estrella y el tipo de carta, por ejemplo: “Carta B de R Leonis”. Letras grandes son más fáciles de ver en la oscuridad y conocer la escala de la carta puede ser útil. Si dejas este campo vacío, el nombre de la estrella aparecerá en la carta en el campo del título.

WHAT COMMENTS SHOULD BE DISPLAYED ON THE CHART?

El campo de comentarios también se puede dejar vacío, pero si creas una carta con un propósito específico que no se puede explicar en el título, este es el lugar donde escribir. Los comentarios se colocarán en la parte inferior de la carta.

FIELD OF VIEW

Este es el campo de visión de la carta expresado en minutos de arco. Los valores aceptables van desde 1 hasta 1200 minutos de arco. Cuando utilices una escala predefinida del menú desplegable mencionado antes, este campo se completará automáticamente.

MAGNITUDE LIMIT

Este es el límite de magnitud del campo. Estrellas más débiles no serán graficadas. Ten cuidado de no poner un límite demasiado débil. Si el campo de la estrella que deseas ver está en la Vía Láctea, podrías terminar con una carta completamente negra, ¡llena de estrellas!

RESOLUTION

Este campo se refiere al tamaño de la carta en la pantalla de tu computadora. Una resolución de 75 dpi es el valor por defecto para la mayoría de las páginas web. Una resolución mayor te dará una mejor calidad, pero también imágenes más grandes que pueden no caber en una sola página imprimible. Cuando tengas dudas, lo mejor es dejar el valor por defecto.

WHAT NORTH-SOUTH ORIENTATION WOULD YOU LIKE? y WHAT EAST-WEST ORIENTATION WOULD YOU LIKE?

Estos campos te permiten personalizar aún más la orientación de la carta para adaptarla a tu equipo en caso de que necesites una opción diferente a las ofrecidas en “CHOOSE A CHART ORIENTATION”.

WOULD YOU LIKE TO DISPLAY A DSS IMAGE ON THE CHART?

Por defecto, se dibujará una carta en blanco y negro con círculos representando a las estrellas. Si en vez de eso prefieres tener una foto real del cielo, haz click en “yes” y se mostrará una imagen del Digitized Sky Survey. Lleva más tiempo generar las cartas con esta opción.

WHAT OTHER VARIABLE STARS SHOULD BE MARKED?

A veces, se puede encontrar más de una estrella variable en un mismo campo. Si quieres que estas otras variables aparezcan en la carta, selecciona ya sea “GCVS only” o “All” (“todas”). Las variables del *General Catalog of Variable Stars* (GCVS) suelen ser las más conocidas. Si eliges “All” también aparecerán muchas variables nuevas y sospechosas que podrían congestionar mucho el campo.

WOULD YOU LIKE ALL MAGNITUDE LABELS TO HAVE LINES?

Al elegir “yes” forzarás que se dibujen líneas desde todos los números de las magnitudes hacia las estrellas.

HOW WOULD YOU LIKE THE OUTPUT?

Selecciona “Printable” si quieres una carta adecuada para imprimir.

WOULD YOU LIKE A BINOCULAR CHART?

Seleccionar esta opción genera una carta que solamente marca estrellas de comparación especialmente seleccionadas para la observación de estrellas del Programa Binocular de AAVSO. Generalmente, esto significa que se mostrará sólo una pequeña cantidad de estrellas de comparación más brillantes que magnitud 9, cercanas a estas estrellas variables para binoculares. Sabrás cuando estás en este modo porque las cartas de binoculares están claramente marcadas en la esquina superior derecha. Recuerda desmarcar este botón cuando desees crear nuevamente cartas telescópicas.

Efemérides para predecir cuándo tu estrella de estudio estará brillante o débil

Una efeméride (plural: efemérides; de la palabra griega ἐφημερίς ephēmeris, "diario", "jornal") es una tabla de valores que te da la fecha y hora de la mitad del eclipse primario de una binaria eclipsante o, para estrellas pulsantes (como cefeidas y miras), la fecha y hora del máximo. La efeméride de las estrellas en nuestra lista de recomendadas se puede encontrar en el AAVSO International Variable Star Index (VSX) <http://www.aavso.org/vsx/>

Ingresa el nombre de la estrella que quieres observar, por ejemplo, W Sgr, y haz click en “search”. La página de la estrella tendrá un vínculo llamado “Ephemeris” en la línea número 12. Presiona en ese vínculo y aparecerán los próximos máximos de esta variable cefeida. Nota: la efeméride te indicará varios máximos para las estrellas pulsantes como las cefeidas y mínimos para las binarias eclipsantes.

Altitud del objeto durante la sesión

Lo más aconsejable para los principiantes en fotometría DSLR, es medir las estrellas cuando se encuentren a más de 40 grados por encima del horizonte. A medida que ganes más experiencia, puedes aprender técnicas que te permitirán mediciones hasta 20 grados por encima del mismo. La razón por la que las mediciones a baja altitud se vuelven complicadas es que la luz tiene que atravesar una mayor profundidad de atmósfera. La diferencia de profundidad a la larga se vuelve significativa, incluso si las estrellas (variable y estrellas de comparación) están muy juntas. La diferencia de magnitud medida entre las dos puede alterarse en gran medida por la atmósfera si ambas están a menos de 40 grados por sobre el horizonte.

Si tu estrella variable y sus estrellas de comparación se acercan al cenit durante la noche, entonces aparecerán más brillantes que cuando estaban más cerca del horizonte (aunque la diferencia siga siendo la misma). Puede que necesites cambiar los ajustes para mantener una buena relación señal-ruido.

Reporte del tiempo: humedad, punto de rocío, temperatura

Siempre vale la pena prestar atención al pronóstico del tiempo para la noche que se avecina. Puede que parezca una noche prometedora pero haya finos cirrus esparcidos, que luego se volverán invisibles con la oscuridad y evitarán una buena fotometría. Una cámara DSLR es tan sensible que esos finos cirrus hacen una gran diferencia. A veces tenemos el placer de tener un cielo transparente (libre de nubes, sin polvo y con baja humedad). Aprovecha completamente una noche así ya que, en la mayor parte del mundo, ocurren muy de vez en cuando. ¡Cancela todos tus compromisos personales, sociales, familiares o de trabajo y organízate!

Si hay pronóstico de niebla tu cámara y tu lente se pueden empañar. Esto puede ocurrir antes de que aparezca la niebla. Tienes que planear hacer tus mediciones antes de que llegue la niebla. Aun sin ella, puede haber rocío en tu cámara, así que debes estar atento a eso porque arruinará tus mediciones. Puedes minimizar el problema llevando tu equipo a un ambiente frío pero más seco (como un garage) en medio de las mediciones. Puedes cubrir la cámara con una bolsa de plástico cuando no esté tomando imágenes. Eso la mantendrá en un ambiente más seco.

Si la temperatura ambiente es más cálida o más fría que la temperatura interna de tu casa, es aconsejable sacar la cámara afuera por veinte minutos, para que la cámara y la lente se ajusten térmicamente.

Si vives cerca del océano, ten presente que la condensación puede ser salina, lo cual es muy malo para las cámaras y las lentes.

Condiciones de cielo: fase de la Luna

Aunque una Luna brillante puede tener un impacto significativo en las observaciones visuales de estrellas variables, el efecto en las mediciones DSLR es despreciable. La Luna brillante no produce ningún efecto en las mediciones en el 50% del cielo opuesto a ella. Siempre y cuando la lente de la cámara tenga una capucha, las mediciones son posibles bastante cerca de una Luna brillante, mientras que no caiga luz de la Luna directamente sobre la lente. Se puede usar como regla que las únicas mediciones que quedarán prohibidas serán aquellas de estrellas que estén en la misma constelación en que se sitúe la Luna.

¿Cuán a menudo debería observar las estrellas de mi programa?

La Tabla 7.3 muestra la frecuencia recomendada (cadencia) de observación para diferentes tipos de estrellas variables.

Table 7.3. Cadencia recomendada para diferentes tipos de estrellas variables.

TIPO	DESCRIPCION	CADENCIA (días)
Galaxias activas (AGN)	Núcleos de Galaxias Activas. Objetos extragalácticos ópticamente variables solo incluidos por razones históricas o para campañas de observación. Tipos GAL, BLLAC y QSO del GCVS.	1
Gamma Cassiopeiae (GCAS)	Variables eruptivas irregulares del tipo γ Cassiopeiae. Son estrellas de rotación rápida con pérdida de masa de sus zonas ecuatoriales. La formación de anillos ecuatoriales o discos viene acompañada por subidas o bajadas temporarias de brillo. Las amplitudes pueden alcanzar 1,5 mag. en V.	5-10
Irregulares	Variables irregulares lentas. No muestran evidencia de periodicidad o la misma es muy pobre o aparece solo ocasionalmente. Muchas veces se las clasifica así porque no han sido estudiadas lo suficiente.	5-10
Miras (LPVs) período < 300 días	Variables de tipo Mira. Son gigantes variables de largo período con amplitudes de 2,5 a 11 mag. en V. Sus períodos varían entre 80 y 1000 días.	5-7
Miras (LPVs) período 300-400 días		7-10

Miras (LPVs) período > 400 días		14
Novas (N)	Sistemas binarios cerrados con períodos de 0,05 a 230 días. Uno de los componentes de estos sistemas es una enana blanca caliente que, repentinamente, en un intervalo de tiempo que va de uno a varias docenas o varios cientos de días, incrementan su brillo en 7-19 mag. en V y luego retornan gradualmente a su brillo previo en varios meses, años o décadas.	1
R Coronae Borealis (RCB)	Variables del tipo R Coronae Borealis. Son estrellas de alta luminosidad, deficientes en hidrógeno y ricas en carbono y helio de tipos espectrales Bpe-C, que son simultáneamente variables eruptivas y pulsantes. Muestran bajadas de brillo aperiódicas de 1-9 mag. en V que duran de un mes o más a varios cientos de días.	1
Novas recurrentes (NR)	Novas recurrentes, diferentes de las típicas por el hecho de que se les han observado dos o más erupciones (en vez de una sola) separadas por 10-80 años. Ejemplos: T CrB, T Pyx.	1
RV Tauri (RV)	Variables del tipo RV Tauri. Son pulsadoras radiales supergigantes. Las curvas de luz se caracterizan por la presencia de ondas dobles con mínimos primarios y secundarios que se alternan y que pueden variar en profundidad, de modo que el primario puede convertirse en el secundario y viceversa. La amplitud total puede alcanzar 3-4 mag. en V. Los períodos entre dos mínimos primarios consecutivos (usualmente llamados períodos formales) están en el rango de 30-150 días.	2-5
S Doradus (SDOR)	Variables del tipo S Doradus. Son estrellas eruptivas de alta luminosidad que muestran cambios irregulares de luz con amplitudes de 1-7 mag. en V. Son las estrellas azules más brillantes de sus galaxias. Como regla, estas estrellas están conectadas con nebulosas difusas y rodeadas por envoltorios en expansión. Ejemplos: P Cyg, η Car.	5-10
Supernovas (SN)	Supernovas. Estrellas que suben de brillo 20 mag. o más, como resultado de una explosión final, y luego bajan lentamente. De acuerdo a la forma de su curva de luz y características espectrales, se subdividen en tipos I y II.	1
Semirregulares (SR, SRA, SRB, SRC)	Variables semirregulares, gigantes o supergigantes de tipos espectrales tardíos o intermedios que muestran notable periodicidad en sus cambios de luz, acompañados o a veces interrumpidos por irregularidades varias. Los períodos van de 20 a >2000 días, mientras las formas de las curvas de luz son variables y sus amplitudes pueden ser de varias centésimas hasta varias magnitudes (usualmente 1-2 mag. en V).	5-10
Novas enanas (NL, UG, UGSS, UGSU, UGWZ, UGZ)	Variables del tipo U Geminorum, o "novas enanas". Sistemas binarios cerrados compuestos por una enana o subgigante que llena el volumen de su lóbulo de Roche interno y una enana blanca rodeada de un disco de acreción. Los períodos orbitales están en el rango 0,05-0,5 días. De vez en cuando, el brillo del sistema sube rápidamente varias magnitudes (erupción) y, después de un intervalo de varios días a un mes o más, retorna a su estado original. De acuerdo a las características de sus variaciones, se las subdivide en tres tipos: SS Cyg (UGSS), SU UMa (UGSU) y Z Cam (UGZ).	1

Objetos estelares jóvenes (YSOs) estado activo	Objetos estelares jóvenes. Estrellas variables de pre-secuencia principal. Pueden ser estrellas T Tauri, UXors, FUors o EXors.	1 o menos
Objetos estelares jóvenes (YSOs) estado inactivo		2-5
Simbióticas (ZAND)	Variables simbióticas del tipo Z Andromedae. Binarias compuestas de una estrella caliente, una de tipo tardío y un envoltorio extendido excitado por la radiación de la estrella caliente. El brillo combinado muestra cambios irregulares con amplitudes de hasta 4 mag. en V.	1

Entrenamiento con estrellas constantes

Antes de que intentes hacer fotometría con estrellas variables, es un muy buen ejercicio científico practicar fotometría con estrellas constantes. Puedes elegir dos estrellas cercanas que no varíen y medir su diferencia de brillo. Luego comparar tu estimación de la diferencia con la diferencia prevista. Puede que utilizar tus primeras noches despejadas para hacer estos ejercicios de fotometría DSLR, te ayude un montón para el día en que empieces con tu primer estrella variable.

Este es un muy buen método para desarrollar tu conocimiento y habilidad con tu equipo y con los ajustes de la cámara. Puedes experimentar con el efecto de cambiar la duración de la exposición, el ISO y el f-stop. Puedes descubrir qué ajustes producen la medición más precisa. Puedes experimentar con el número de imágenes que hacen falta para obtener el mejor resultado, partiendo de un mínimo de diez, hasta un máximo de cincuenta.

Puedes experimentar con un par de estrellas que tengan una diferencia de magnitud de más de 0,5, una diferencia de alrededor de 0,2 y una diferencia de cerca de 0,1. Puede que encuentres que, por ejemplo, sólo puedes comparar estrellas con una diferencia de 0,1 magnitudes cuando las condiciones de cielo son muy buenas.

Puedes experimentar con un par de estrellas de alrededor de magnitud 3 y comparar tus resultados generales con dos estrellas de magnitud 7. Puedes determinar así el rango práctico en el que tu lente puede realizar fotometría precisa.

Al elegir un par de estrellas, deberías buscar un par que tenga más o menos el mismo color. Esto se debe a que la diferencia predicha de magnitud es en la banda V de Johnson. A menos que las estrellas tengan un color similar, la diferencia que determines puede variar a pesar de que tus ajustes y procedimientos sean correctos.

Lista de tareas

1. Usa un par de estrellas de aproximadamente el mismo color.
2. Usa un par de estrellas con una diferencia aproximada de 0,5 magnitudes.
3. Usa un par de estrellas con una diferencia aproximada de 0,1 magnitudes.
4. Experimenta con el número de imágenes (10 a 50).
5. Experimenta con los tiempos de exposición.
6. Experimenta con ajustes ISO entre 100 y 800.

7. Experimenta con cambios en el f-stop.
8. Experimenta con el rango de la lente.
9. Experimenta con el leve desenfoque de las imágenes.
10. Experimenta contrastando el desenfoque con extender el tiempo de la exposición.

Apéndice A: Determinando los tiempos de exposición óptimos y los límites de la saturación

Las primeras sesiones con tu cámara apuntando al cielo deberían ser “divertidas”. Practica con la cámara montada en un trípode con una lente básica (p. ej., cualquier lente que haya venido con la cámara) y toma exposiciones del cielo. Usa ajustes manuales de la exposición para así poder experimentar con el tiempo de exposición y la apertura (utiliza la apertura más grande en tus primeras imágenes). Intenta detectar estrellas que no puedas ver a simple vista, especialmente constelaciones débiles, y también las muy brillantes.

Cuando se trata de realizar fotometría de estrellas variables y hacer contribuciones científicas, es importante encontrar los tiempos de exposición adecuados para evitar la saturación de las imágenes. Puedes usar tu cámara montada a un telescopio para estrellas débiles (magnitudes ~ 7 -12) o un trípode y la lente de la cámara (de distancia focal entre ~ 55 mm. y ~ 200 mm.) para las estrellas más brillantes (más brillantes que magnitud ~ 7).

Determina la mejor velocidad de obturación

Antes de tomar imágenes para realizar mediciones fotométricas, debes saber cuántas exposiciones se necesitan para mantener tus estrellas en el rango de exposición adecuada (suficiente señal, pero sin saturación). Como tu tiempo de exposición óptimo dependerá en parte de si tu cámara tiene guiado o no, comenzaremos analizando cómo observar un campo estelar utilizando tres métodos diferentes: con trípode, con guiado y con foco primario.

Cámara en un trípode

Con la cámara montada en un trípode, primero necesitas encontrar el objetivo. Si tienes un teleobjetivo de aumento, comienza tus observaciones con la distancia focal del zoom en el mínimo. Para una lente de aumento "normal" como las que vienen con los kits de DSLR, ajusta esa lente a su distancia focal más larga (típicamente 55 mm.). Si deseas usar una distancia focal intermedia, se sugiere que la pegues con cinta adhesiva para que no muevas accidentalmente el cañón del objetivo durante la sesión. Hay estrellas brillantes que son demasiado débiles para verlas a simple vista pero demasiado brillantes para telescopios grandes acoplados a detectores CCD enfriados, pero la cámara digital en su ajuste máximo de ISO puede ver y fotografiar muchas estrellas que no puedes ver con tus ojos en un cielo contaminado. También necesitarás una carta de un planetario virtual de los campos (o las cartas buscadoras de AAVSO impresas para tu estrella de estudio, con un campo de visión amplio comparable al de tu cámara). Como tus estrellas de referencia pueden no ser visibles en el buscador, sugerimos tomar una serie de exposiciones de práctica una vez que crees que tienes el campo de tu objeto bien encuadrado. Usando la pantalla de tu cámara, compara las estrellas que puedas identificar con las de una carta buscadora.

Montura guiada

Si tienes acceso a un telescopio GoTo, puedes montar la cámara al estilo piggy-back en el telescopio y alinear el eje de la cámara aproximadamente con el eje del telescopio. Encontrar la estrella se vuelve así

más simple y te beneficiarás con la capacidad de seguir la estrella con el mecanismo de relojería del telescopio.

Montura de foco primario

Si montas la cámara en el foco primario del telescopio, se da por sentado que tienes el telescopio y el buscador alineados para así poder usar la opción GoTo para llevar tu cámara hasta el objeto. Dispara varias tomas de alineación, pueden hacer falta varias para asegurarse de que la estrella está en el centro de la imagen. La forma de chequear esto es bajar la imagen a tu computadora, abrirla con tu programa de fotometría y echarle un vistazo.

Una vez que encuentras el campo estelar en el campo de visión de tu cámara (con montura de trípode, piggy-back, o foco primario), ya estás listo para hallar el tiempo de exposición óptimo con el ajuste de ISO en 100 ó 200. Tienes que usar estos ajustes ISO bajos para trabajo fotométrico para permitirle a tu cámara medir un rango más amplio de señales (el “rango dinámico”) con mayor precisión. Con una distancia focal mayor a cerca de 50 mm., ajusta tu f-stop al menor valor posible (más luz). Debes experimentar tomando una serie de fotografías de tu campo estelar con la apertura más grande, un ISO consistente (100 ó 200), y variando el tiempo de exposición de 1 seg. a 2 seg., 4 seg., 8 seg., etc., hasta que creas que las estrellas más brillantes están saturadas.

Carga esta serie de imágenes crudas en tu programa de procesamiento de imágenes. [Precaución: tu software de procesamiento de imágenes puede utilizar mucha memoria de la computadora si cargas muchas imágenes]. Congela y extrae al menos uno de los canales verdes (busca instrucciones en el manual de imágenes). No apliques ni darks ni flats en esta etapa. Obtén el canal verde de cada una de las imágenes e inspecciona los valores de los píxeles de la estrella de comparación más brillante de cada imagen. Mira el encabezado (encabezado FITS) que genera tu software de procesamiento de imágenes y asegúrate que estás usando la secuencia de tiempos de exposición mencionada previamente y los ajustes de ISO adecuados (100 ó 200) y no una de las imágenes de tu objetivo.

El campo estelar debería contener varias estrellas con un amplio rango de brillos. Lleva a cabo fotometría de estas estrellas como se explicó en el Capítulo 5 colocando una apertura de medición sobre cada estrella y midiendo las cuentas de cada una. Mide las mismas estrellas en la siguiente imagen del mismo campo. Deberías prestar atención a cómo van aumentando las cuentas de las estrellas; deberías verlas a todas aumentar la misma cantidad relativa, *hasta que la estrella más brillante se sature*. Cuando encuentres la imagen en la cual esto sucede, registra el tiempo de exposición de la *imagen previa, aún sin saturar*, como el tiempo de exposición óptimo para ese campo y/o para una estrella que tenga ese mismo brillo. Puedes repetir este proceso para otras estrellas de brillo conocido hasta que ellas también se saturen y entonces registrar sus tiempos de exposición óptimos aplicando el mismo criterio.

Llevar registros es importante, así que deberías registrar no sólo los tiempos de exposición sino también el ajuste de ISO y la razón focal utilizadas (como así también la distancia focal de la lente, si es que puede cambiar o piensas modificarla). Una vez que realices estas mediciones, deberían ser válidas para casi todas las observaciones futuras, salvo circunstancias (p. ej., condiciones de vapor o no-fotométricas o cielos más brillantes).

Apéndice B: Chequeo de linealidad (DFC) y caracterizando a la DSLR

Es importante al tomar imágenes con DSLR y CCD, que las estrellas no estén saturadas. Piensa en un medidor que mide el brillo de un objeto y en donde la respuesta de la aguja representa el brillo. Si el brillo es mayor que la posición más alta de la aguja del medidor, el brillo completo no se mide. Es importante ajustar el tiempo de exposición y/o el valor ISO para que las imágenes no se saturen. Un error común entre los novatos es sobre-exponer sus imágenes, las cuales pierden todos los valores fotométricos.

El rango de linealidad se puede chequear mediante un experimento muy simple.

1. Encuentra una pared difusa pintada con un color pastel parejo, en una habitación que esté iluminada por una lámpara incandescente o LED más o menos débil. Es mejor evitar lámparas fluorescentes debido al centelleo. Ajusta la DSLR a un ISO bajo (100-200).
2. Asegúrate de que la DSLR esté en formato RAW.
3. Usa la exposición manual, ya que así puedes ajustar manualmente tanto el tiempo de exposición como la apertura de diafragma (f-stop) de la lente. Haz la exposición inicial en 1/20 seg. a f/4-f/8.
4. Mira los histogramas de la exposición que acabas de hacer usando el modo de muestra de un histograma de tu cámara. Si estás en un rango libre de saturación, tu histograma debería tener un pico redondeado. Si el gráfico del histograma se corre demasiado a la derecha, reduce el tiempo de exposición o baja el número ISO (si es posible). Si el gráfico del histograma se corre demasiado a la izquierda, aumenta el tiempo de exposición. Es importante que las exposiciones de tus imágenes caigan en la región lineal, donde las imágenes no están sobreexpuestas.
5. Asegúrate de registrar el tiempo de exposición, el valor ISO, y el f-stop como “condiciones de iluminación” en una libreta para futura referencia.

Otro método para testear la linealidad de las imágenes es hacer un experimento similar examinando el valor de los píxeles de una cierta región de la imagen de la pared difusa con diferentes tiempos de exposición.

1. Ajusta el f-stop de tu apertura de la misma forma que estaba en el experimento previo, ajusta el tiempo de exposición a un valor bien pequeño (cerca de 1/10 del valor que encontraste para la exposición “apropiada” en el experimento previo) y procede a tomar varias imágenes de la pared difusa. Preferentemente, monta la cámara en un trípode y enfoca la pared. Duplica el tiempo de exposición con cada imagen y repite hasta que el histograma en el display de la cámara indique que la imagen está completamente saturada.
2. Carga cada imagen original en un programa de procesamiento de imágenes astronómicas como AIP4Win o MaxIm DL.
3. De cada imagen extrae los canales verdes de los mosaicos de Bayer. Hay dos canales verdes, habitualmente en las posiciones 2 y 3 de cada mosaico de Bayer.
4. Para cada imagen de canal verde, registra los valores de los píxeles (ADUs = Unidades Analógicas a Digitales, los números que representan el brillo de cada píxel) de una región pequeña (por ejemplo, 10 x 10 píxeles) cercana al centro de la imagen (asegúrate de usar el

mismo grupo pequeño de píxeles), registra el tiempo de exposición (también llamado “tiempo de integración”) y calcula y grafica el valor de píxel promedio de esa pequeña área (en ADUs) en función del tiempo de exposición. Tu gráfico debería ser lineal hasta el valor de saturación, luego nivelarse. No debería ser complicado ingresar los datos en una planilla para hacer el gráfico. Si éste luce errático (“ruidoso”), entonces intenta promediar un área más grande de píxeles, pero asegúrate de que siempre sean los mismos píxeles de imagen en imagen, antes de preparar el gráfico. Otra causa de comportamiento errático pueden ser variaciones en la intensidad de la iluminación entre imágenes, no tomar los mismos píxeles de toma en toma porque la iluminación no es uniforme o utilizar demasiados pocos píxeles. Si el gráfico del valor de los píxeles versus el tiempo de exposición se ve curvado, pero no errático, entonces la imagen que se bajó de la cámara no está en formato RAW o la respuesta de la cámara no es lineal. La ventaja de las cámaras DSLR es que las imágenes crudas muestran una respuesta lineal a la cantidad integrada de exposición de luz. Esta es una propiedad inherente a los detectores CCD y CMOS de las cámaras. Si el gráfico sigue siendo no lineal al usar el modo RAW, aun así puedes realizar fotometría con tu cámara si mantienes las exposiciones cortas en la región de la linealidad. *Asegúrate de registrar el ajuste de ISO y el mayor valor ADU permisible para evitar la saturación. El mayor valor ADU depende levemente del valor ISO.* También recuerda que cambiar el ajuste de ISO, cambiará el tiempo de exposición necesario para que se saturen los píxeles de una determinada estrella. Cuando fotografías estrellas para fotometría, tienes que examinar el canal verde de las estrellas más brillantes que planeas medir y ajustar el tiempo de exposición lo suficientemente corto como para evitar la saturación, pero lo suficientemente largo como para que las estrellas se puedan detectar. No olvides además que los picos de las estrellas saturarán antes que las estrellas débiles o el fondo de la imagen.

Apéndice C: Pre-inspección de la calibración: testeando las darks en busca de hot pixels

Es importante evaluar tus imágenes en varios aspectos, como ser la presencia de saturación, el nivel de señal, desenfoque, etc., para elegir las configuraciones óptimas para tu cámara. Mientras realizamos estos pasos también podemos determinar la posición y el nivel de potenciales defectos en el sensor de la imagen, tales como hot pixels (o “impulsos oscuros” en terminología de procesamiento digital de imágenes). Puedes usar esa información para decidir si se necesita un proceso de calibración dark más avanzado y para evitar potenciales inconvenientes en las diferentes técnicas.

Una solución simple es procesar una serie de imágenes con y sin el proceso de dark; si la diferencia es de sólo unas pocas milimagnitudes, significa que los hot pixels no son un problema. Unas pocas mmag. Podrían fácilmente deberse al ruido aleatorio añadido por el proceso de corrección del master dark.

Otra forma es ver y medir los hot pixels; hay herramientas disponibles en la mayoría de los programas de fotometría. Carga una dark, selecciona una pequeña área y amplíala hasta el punto en que puedas ver claramente los píxeles como pequeños cuadrados. El ruido aleatorio es el fondo oscuro granulado; los hot pixels son un pequeño número de píxeles más brillantes (p. ej., como los que se ven en la Figura 4.2). El software de fotometría generalmente te permite situar el cursor sobre un píxel y leer su valor de ADU.

También puedes usar herramientas gráficas para ver cortes o información estadística acerca de tus imágenes. Por ejemplo, en la Figura C.1 mostramos parte de una línea de píxeles de una imagen en la cual los hot pixels son obviamente más intensos que el ruido aleatorio de fondo. Si los hot pixels no fueran mucho más altos que el nivel del fondo, podríamos considerarlos inocuos y no aplicar el proceso del dark.

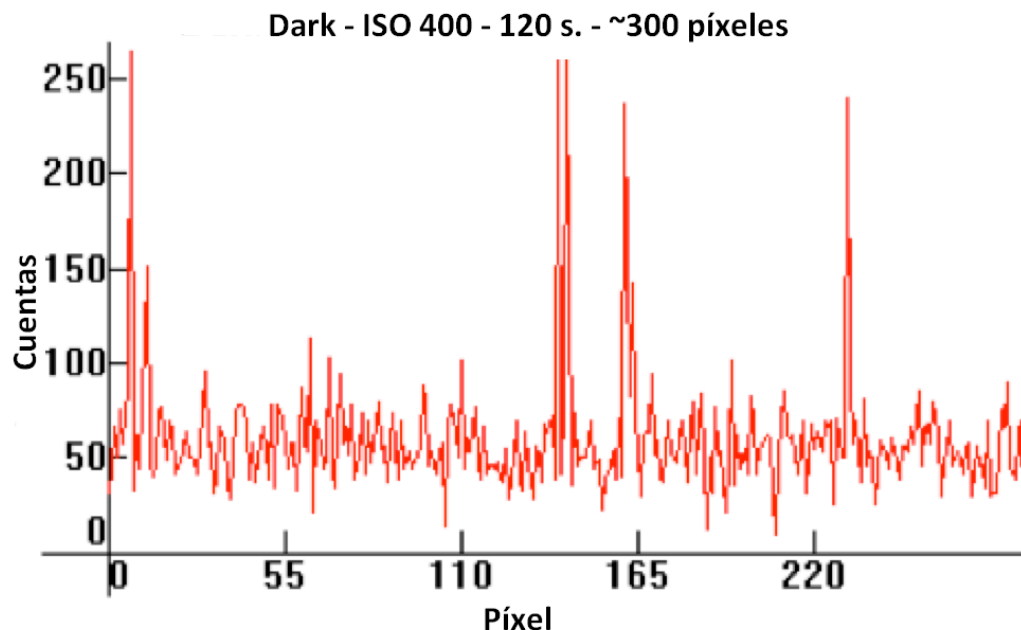


Figura C.1. Perfil de línea que muestra los valores ADU a lo largo de una sección de aproximadamente 300 píxeles de una imagen de larga exposición. Las fluctuaciones de alrededor de ~50 cuentas (ADU) se deben al ruido aleatorio. Los picos prominentes son hot pixels. (Imagen de Roger Pieri).

Si te gustan las estadísticas, puedes generar un histograma de tu imagen como el que se ve en la Figura C.2. El gran pico con un promedio de ~ 1800 ADU es la distribución del ruido aleatorio de corriente oscura; una joroba secundaria alrededor de ~ 2500 ADU muestra unos píxeles de una población levemente diferente que tienen más corriente oscura. Los anchos de estas Gaussianas crecerán a medida que la temperatura del sensor suba. La cola hacia la derecha son hot pixels clásicos, con una respuesta oscura mucho más alta que la de la mayoría de los píxeles del sensor.

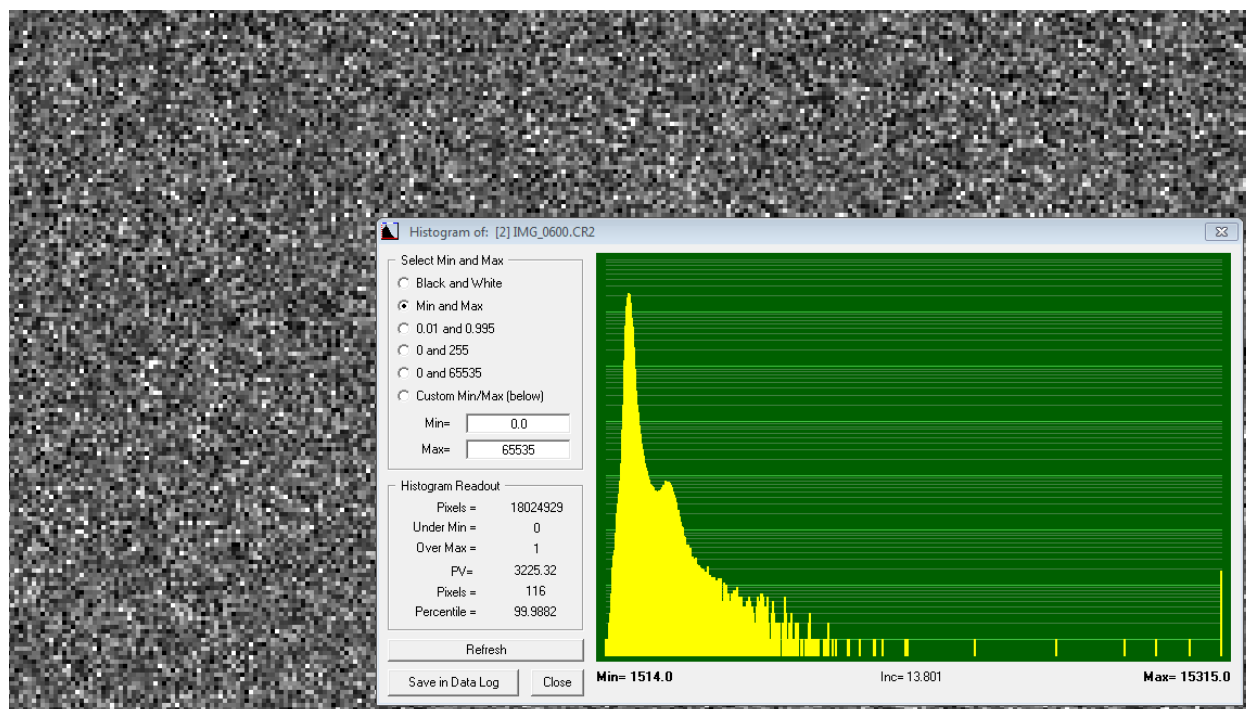


Figura C.2. Histograma de una dark cruda (600 segundos a ISO 1600, $T = 20^\circ\text{C}$). El gráfico está en escala logarítmica con el número de píxeles en el eje vertical; la mayoría de los píxeles se ubican dentro del pico del extremo izquierdo y de un pico secundario a su derecha, mientras que los hot pixels clásicos están representados por la cola que se extiende a la derecha. La distribución de los hot pixels está bien establecida. (Imagen de Richard Berry).

Apéndice D: Testeando que los flats tengan iluminación uniforme

No importa qué método para hacer flats se emplee, es importante chequear cuán pareja es la iluminación. Una variación del uno por ciento en la imagen puede resultar en un error de medición de cerca de 0,01 magnitudes.

Una forma fácil de chequear la uniformidad de la iluminación es hacer master flats de dos grupos de imágenes, el segundo de ellos después de rotar la cámara (o caja de luz) 90 grados. Divide una master por la otra y mide la intensidad de los píxeles (valores ADU) a lo largo de las diagonales de la imagen resultante. Habrá fluctuaciones aleatorias debido a estadísticas de conteo pero lo ideal sería que no haya ningún incremento o reducción sistemática en la intensidad.

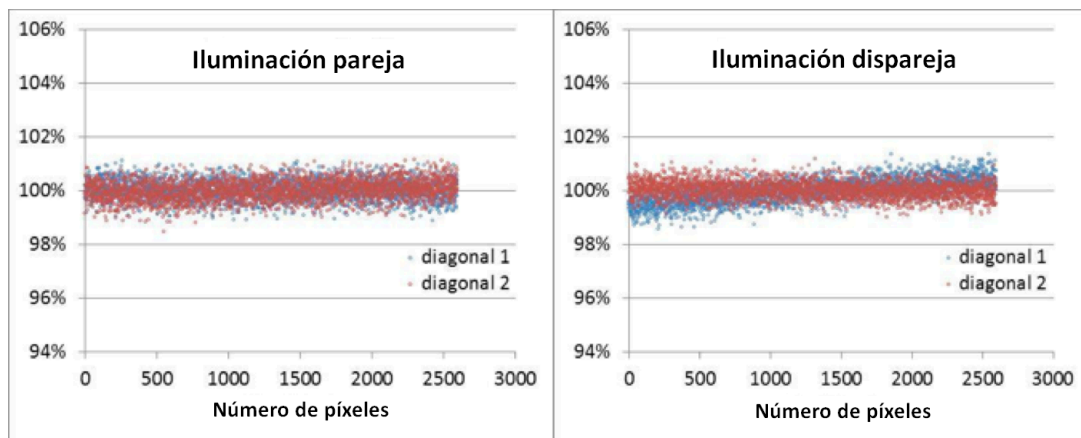


Figura D.1. Perfiles de línea obtenidos de dividir dos master flats. Se ve el resultado de la iluminación pareja (izquierda) y dispareja (derecha). (Gráficos de Mark Blackford).

Un ejemplo puede verse en la Figura D.1, donde la iluminación dispareja ocurrió al remover una de ocho lámparas incandescentes de la caja de luz. El gráfico de la derecha muestra un 1% de variación sistemática a lo largo de la diagonal 1 (azul) y 0,2% a lo largo de la diagonal 2 (rojo). Cuando se usaron las ocho lámparas (gráfico de la izquierda), la variación sistemática a lo largo de la diagonal 1 (azul) fue de menos de 0,1% pero a lo largo de diagonal 2 (rojo) se incrementó levemente a 0,3%.

Deberías intentar alcanzar una variación sistemática de iluminación de menos de 0,5% en tus master flats.