

# APUNTES SOBRE FOTOMETRÍA

Autor: Ángel Flores Martínez

## ***Descripción de la cámara CCD***

Las cámaras electrónicas, también llamadas digitales, constan de diversas secciones, sin duda la más importante es el sensor junto con varias etapas electrónicas, y en algunas un sistema de refrigeración.

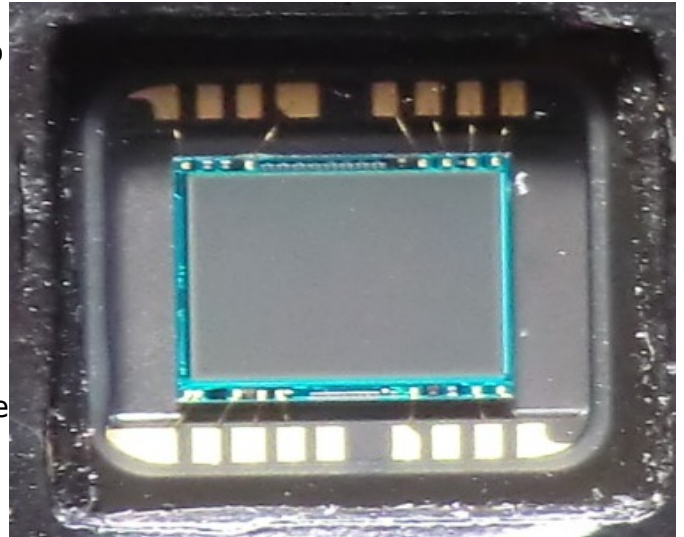
Entre las características de las cámaras electrónicas cabe destacar dos muy importantes: la linealidad y la sensibilidad. En un amplio rango de valores, la respuesta de la cámara es proporcional a la luz recibida, doble cantidad de luz, doble valor de respuesta. En cuanto a la sensibilidad apuntar que en fotografía química el rendimiento es del 1%, sólo uno de cada cien fotones recibidos provocan un cambio en el negativo; en fotografía electrónica llega hasta el 90%. Estas dos cualidades han permitido en primer lugar simplificar los procedimientos para para realizar medidas de calidad, y acortar significativamente los tiempos de exposición. No cabe ninguna duda que la irrupción de las cámaras CCD, como se las llama comúnmente, han supuesto una revolución en la práctica astronómica, profesional y amateur.

Además de las ventajas mencionadas hay al menos otras dos más: obtener la imagen en el tiempo que se ha tomado la fotografía es fantástico para poder evaluar si responde al objetivo que se había marcado o hay que repetirla. La segunda, tener la imagen directamente en el ordenador, lo que permite utilizar potentes herramientas para procesarla y reducir datos. Cabe añadir que los precios de las primeras cámaras para astrónomos no profesionales, eran muy elevados, pero 30 años después de las primeras ST4 se han moderado considerablemente.

## **Sensor CCD o Cmos**

El sensor es la parte más importante de la cámara, es el encargado de transformar la luz incidente en un potencial eléctrico. Consta de una lámina de silicio cristalino monolítico, es decir un único cristal, que por medios fotográficos y químicos se ha dividido en una red de celdas, una cuadrícula limitada por una red de finísimos conductores eléctricos y electrodos que llevarán las cargas eléctricas hasta los circuitos electrónicos encargados de su tratamiento. Generalmente las celdas son cuadradas, si bien en ocasiones son rectangulares. Cada una de estas celdas se denominan pixel y su tamaño oscila entre 2 y 9 micras (0,002 a 0,009 milímetros).

El sensor funciona de acuerdo con el efecto fotoeléctrico, según el cual cuando la luz incide sobre algunos compuestos es capaz de liberar electrones de sus órbitas. Estos electrones son capturados por los electrodos existentes en cada píxel aumentando su carga eléctrica. Podemos imaginar cada píxel como un diminuto pozo, cuando entra un fotón en el pozo libera "algún" electrón, con lo que dicho pozo adquiere una pequeña carga. Cuando se comentan las bondades de una cámara se suele hacer referencia al número de megapíxeles como factor determinante de su calidad, más megapíxeles = mejor cámara. En



*La imagen muestra un sensor CCD y los finos hilos que lo comunican con el circuito electrónico.*

fotografía astronómica habría que matizar bastante este concepto. Para determinado tamaño del sensor cuantos menos píxeles más grandes serán y más grande sea la boca del "pozo" más fotones puede captar y mayor será la carga adquirida. Píxeles más grandes recogerán más cantidad de fotones, pero, cuando se forma la imagen, cada píxel producirá un punto, cuanto más grande sea el píxel, más grandes serán los puntos y menor la resolución de la imagen.

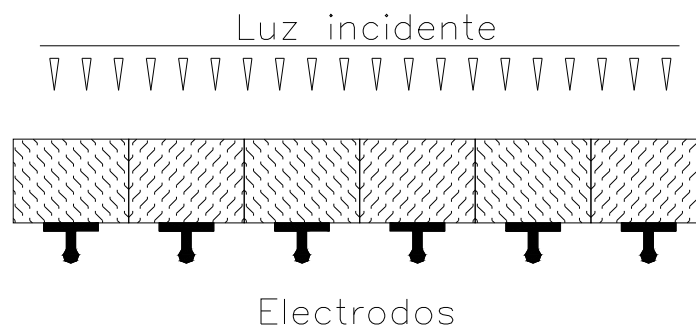
Tenemos una característica del sensor, el tamaño del píxel, que no podemos dar una norma única sobre cual es mejor, grande o pequeño, dependerá del uso que le vayamos a dar a la cámara elegir el tamaño adecuado del píxel. Si se desea obtener imágenes de astros de poco brillo superficial, estrellas débiles o astros extensos y difusos, como pueden ser nebulosas o galaxias, es aconsejable sensores con píxeles grandes que proporcionen más sensibilidad. Ahora bien, si se desea fotografiar planetas, Luna, Sol, astros que son muy brillantes y, de los que se quieren obtener los más pequeños detalles, cabrá plantear una cámara con píxeles pequeños, con los que tendremos más resolución. Aunque no hay que perder de vista que la resolución está limitada por la turbulencia atmosférica. Por otro lado cuantos más píxeles tenga la cámara mayor será el tamaño de los archivos producidos, lo que ralentiza el tratamiento con el ordenador, factor que quizá también hay que tener en cuenta. Siguiendo con el ejemplo del pozo, además del tamaño de la boca también es importante la profundidad. Si es poco profundo enseguida se llenará de electrones, el píxel se habrá saturado y los fotones que lleguen después no liberarán electrones, con lo cual se pierde la linealidad; propiedad fundamental en ciertas aplicaciones como la fotometría.

La recopilación de las cargas de los píxeles se denomina lectura del sensor. Mediante la aplicación de potenciales eléctricos a las líneas de celdas se consigue que las cargas acumuladas por ellas se vayan desplazando hacia la última línea, de ahí viene el

nombre CCD (Charge Coupled Device), y cuando llegan a la última línea se desplazan ordenadamente hacia la salida del sensor que está conectada a la entrada del amplificador de señal.

### **Sensor retroiluminado**

La configuración inicial de los sensores situaba los electrodos muy finos en la cara anterior del sensor. La razón estriba en la pequeña distancia a la que deben situarse los electrodos para que puedan captar los electrones liberados por la luz. Sin duda esta disposición reduce la superficie útil del sensor, la solución es darle la vuelta y exponer la cara contraria a la luz, aumentando la superficie efectiva. El problema a resolver es la poca distancia que debe mediar entre el punto donde se libera el electrón y el electrodo. La solución es adelgazar el espesor de la pastilla de silicio hasta 15 micras 0,015 milímetros o menos. Esta solución incrementa notablemente el precio de la cámara, pero es la más utilizada.



*Dibujo esquemático de un sensor iluminado por detrás.*

### **Conversión analógico/digital (A/D)**

Un convertidor A/D es un circuito electrónico capaz de transformar el número de cuentas recibido, en un valor numérico en el sistema binario, que sólo cuenta con dos símbolos: 0 y 1 (ceros y unos). En este sistema la sucesión natural de valores es: 0, 01, 10, 11, 100, 101, 110, 111... así sucesivamente

Cada uno de los dígitos que componen el número final se denomina: bit. Un número de ocho bits puede tomar el valor: 00000000 hasta 11111111, en total 256 valores diferentes, desde el 0 hasta el 255 en notación decimal. Si fuese de 10 bit podría contener una escala de 1024 valores, 4096 para 12 bit, 16384 para 14 bit y 65536 con 16 bit. El número de valores es igual a  $2^n$ , siendo n el número de bits. La mayoría de las cámaras actuales utilizadas por los aficionados trabajan entre 12 y 16 bit. El valor máximo que genera el convertidor A/D se conoce como Rango Dinámico.

## Ganancia

La corriente de salida del sensor es llevada a un amplificador que transformará las débiles corrientes recibidas, en tensiones adecuadas para ser tratadas por los circuitos lógicos posteriores, normalmente en el margen 0-3,3 Voltios o 0-5 Voltios. El amplificador producirá una número de cuentas por cada electrón que reciba. El número de electrones que caben en un pixel suele exceder con mucho el valor máximo del rango dinámico, que se expondrá en el siguiente apartado. Para no rebasar este número en el tratamiento de la señal se producen un número determinado de "electrón/cuentas" a esta relación se le denomina ganancia (algunos fabricantes emplean la relación al revés cuentas/electrón).

Por ejemplo, si la capacidad de un pixel es de 400.000 electrones y el rango dinámico es de 65535, la ganancia máxima debería ser.

$$ganancia = \frac{capacidad\ del\ pixel\ (electrones)}{rango\ dinámico\ (cuentas)}$$

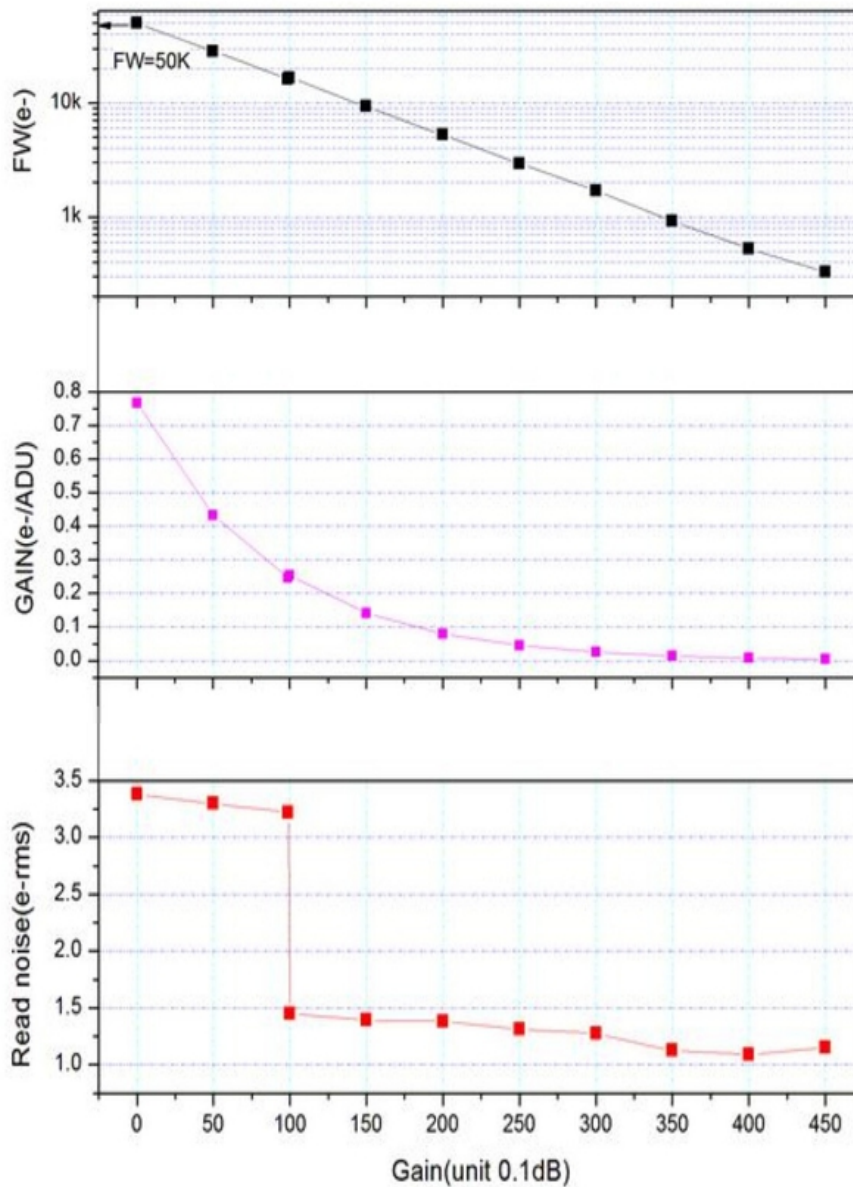
para nuestro ejemplo  $400.000 / 65536 = 6,1$ . El amplificador está ajustado para que por cada 6 electrones recibidos produzca una cuenta. Una ganancia más elevada por ejemplo 8 necesitaría de una capacidad de 524.288 electrones, puesto que esta es de 400.000 se reduciría el rango dinámico a 50.000. Hacen falta 8 electrones para generar una cuenta, como sólo caben 400.000, el rango máximo sería  $400.000 / 8 = 50.000$ . Por el contrario una ganancia de 3 nos daría:  $3 \times 65536 = 196.608$ , es decir que con 196.608 electrones recibidos se llegaría al valor máximo = 65535.

Emplearemos la ganancia máxima (6,1) cuando queramos realizar una fotometría de calidad, cuantos más electrones por cuenta, más preciso será el valor obtenido. Emplearemos un numero menor (3) cuando queramos registrar estrellas débiles, para generar más cuentas por cada electrón. Es importante mantenernos en la zona lineal del detector, entre el 10% y el 85% del rango dinámico. Debemos tener en cuenta que con una ganancia elevada las estrellas brillantes saturarán el detector y su valor será incorrecto.

Este concepto de ganancia que el autor transcribe de fuentes más autorizadas resulta un poco lioso, pero si cambiamos la palabra "ganancia" por "división" parece que cobra más sentido. Si dividimos por un factor menor el resultado será un mayor numero de cuentas.

En la mayoría de las cámaras la ganancia puede ser ajustada por el usuario, el margen de valores que se pueden introducir está compensado de forma que para un número de cuentas determinado, el valor final será proporcional al valor de la ganancia elegida. Lo que concuerda con la idea que tenemos de ganancia.

Otra cuestión que afecta al número de pixeles y al número de bit, es que las cámaras con elevado número de pixeles y un convertidor A/D con elevado rango dinámico generan imágenes muy "pesadas" que ralentizan los procesos que debe realizar el ordenador y requieren grandes volúmenes de memoria.

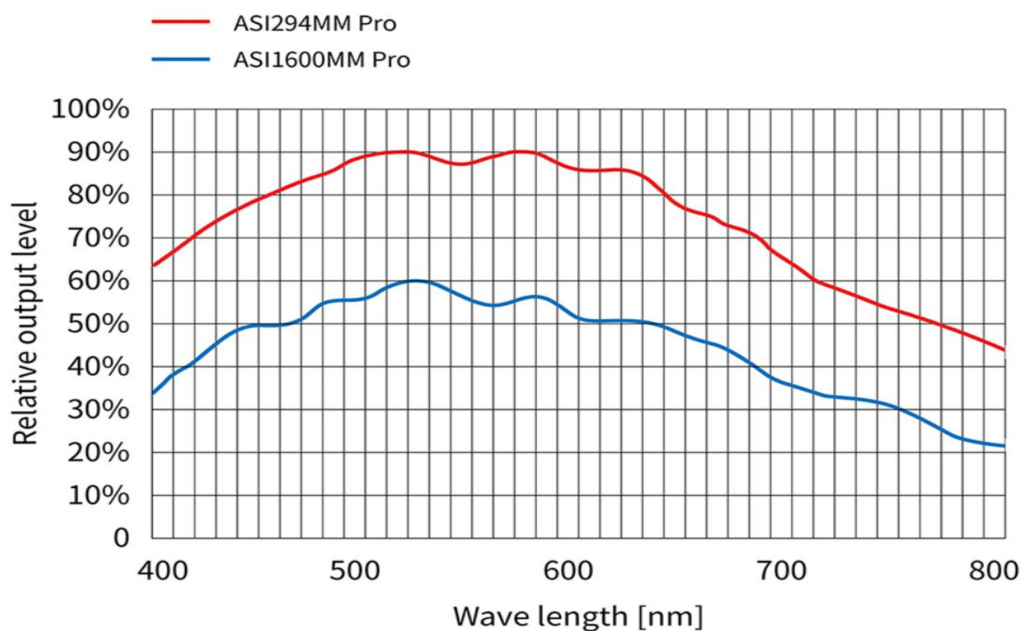


*Curvas de profundidad de pozo, ganancia y ruido de lectura para una cámara CCD comercial*

## Relación señal/ruido RSR

Además de los electrones liberados por la incidencia de luz, en los sensores se generan electrones de forma esporádica, cuyo número depende exclusivamente de la temperatura del sensor. Se conoce como tensión de ruido, a la diferencia de potencial que se crea en cualquier componente, recorrido por una corriente eléctrica, como consecuencia del movimiento errático de los electrones en la materia. El nombre

deriva de antiguos reproductores de sonido que generaban ruido que se reproducía con la señal de audio, debido a defectos o desgaste del equipo. Aunque se utilice el mismo nombre, aquí el ruido es inherente a la materia se debe a la agitación térmica de los electrones y no a defectos del sistema. La única forma de reducir esta tensión de ruido es reducir la temperatura del sensor. Muchas cámaras incorporan un sistema de estado sólido, denominado termopar o Peltier, que reduce la temperatura del sensor. Una célula Peltier como las que se utilizan en las cámaras CCD consiste en dos láminas metálicas entre las que se ha depositado un elemento semiconductor, cuando las láminas se someten a la polarización adecuada una de las láminas se enfría y la otra se calienta, se está trasvasando calor de una lámina a la otra. La lámina fría se pone en contacto con el sensor y la otra con un radiador y un ventilador que evacua el calor extraído del sensor. Estos sistemas reducen la temperatura del sensor entre 30 y 40 grados por debajo de la temperatura ambiente. En las cámaras profesionales se emplean sistemas con nitrógeno líquido que reducen la temperatura a menos cien grados Celsius.



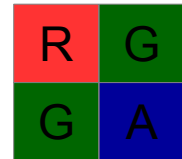
*Gráfica de la sensibilidad del sensor en función de la longitud de onda*

Otra fuente de errores es el ruido de lectura, tensiones que se producen con el movimiento de cargas en el sensor y su posterior conducción al convertidor A/D. Este ruido es mucho menor y se minimiza con el diseño del sistema de lectura de datos. La respuesta de los sensores a cada longitud de onda es diferente. Suelen ser insensibles a la luz ultravioleta, la mayor sensibilidad se tiene en la zona verde-azul,

desde donde disminuye hacia las longitudes de onda largas, colores rojos, y también son insensibles a los infrarrojos. Además la curva de respuesta de cada modelo de sensor es diferente.

## Sensores monocromos y de color

Hay que partir de la base de que los sensores (la pastilla de silicio) es monocroma, responde al color en función de su curva de respuesta espectral, pero la respuesta no distingue si llegaron fotones rojos, azules, verdes, amarillos... No podría separar los fotones recibidos en función de su longitud de onda. Cuando se quiere un sensor que distinga colores se procede a depositar una capa de pigmento coloreado delante del sensor. Este pigmento está compuesto por minúsculos cuadrados, impresos de forma que quede uno delante de cada pixel, con exactitud micrométrica. De cuatro pixeles formando un cuadrado dos serán verdes, uno rojo y uno azul, esta disposición se denomina: matriz de Bayer. La situación de los cuadrados coloreados puede cambiar de unos sensores a otros.



Ahora si, el pixel que tenga delante un pigmento verde será más sensible a la luz verde, los azules a la luz azul y los rojos a la roja. La posición es fundamental por que el dispositivo de lectura tiene que saber el color del pixel de la corriente que le está llegando para distinguir luz azul, verde o roja. El resultado es una matriz de números que responde a una imagen en color, cuando estos se han reducido a tres colores fundamentales.

Para medidas fotométricas se prefieren las cámaras monocromas, fundamentalmente por que no sabemos exactamente cual es la banda de paso de longitudes de onda de cada pigmento, además de que con estos se reduce la sensibilidad de la cámara. No significa que no se puedan utilizar cámaras de color para fotometría, de facto existe un sistema de signos normalizado para publicar las medidas realizadas con estas cámaras, pero no es lo aconsejable.

## Escala de la imagen y arco comprendido por un pixel

Es importante conocer el campo abarcado por el detector de la cámara, para lo cual necesitamos dos datos del equipo que vamos a utilizar: la longitud focal del telescopio, y las medidas del sensor. Ambos datos son suministrados por los fabricantes de uno y otro elemento. Para arcos pequeños podemos establecer una relación proporcional entre el arco comprendido por un radian y el registrado por el sensor, teniendo como factor de proporcionalidad la distancia focal. Si deseamos conocer la escala de la imagen en segundos de arco empleamos la siguiente ecuación:

$$escala = \frac{\text{arco de un radian en segundos de arco}}{\text{longitud focal en milímetros}} = \frac{206.264}{1.000} = 206,264 \text{ seg/mm}$$

Supuesto un telescopio de longitud focal = 1.000 mm cada milímetro del plano focal comprende un arco de 206,2 segundos de arco/milímetro. El valor 206.264 corresponde a un radian expresado en segundos de arco.

$$\text{radian} = \frac{360^\circ}{2\pi} = 57,29^\circ = 206.264 \text{ segundos de arco}$$

Si el detector de nuestra cámara mide 10 x 7,5 mm, la imagen obtenida con un telescopio de distancia focal 1.000 mm, sería de:

$$\begin{aligned} 206,2 \times 10 &= 2.062'' = 34,33 \text{ minutos de arco (ancho)} \\ 206,2 \times 7,5 &= 1.547'' = 25,78' \text{ minutos de arco (alto)} \end{aligned}$$

Otro dato importante es el arco registrado por un pixel. Lo obtendremos multiplicando la escala de la imagen expresada en segundos de arco / milímetro, por el tamaño del pixel en milímetros. Supongamos que la cámara de nuestro ejemplo tiene un sensor de 4.000 x 3.000 pixeles de 2,5 micras. El arco de un pixel sería:

$$\text{pixel} = \text{segundos por milímetro} \times \text{pixel en milímetros}$$

$$\text{pixel} = 206,264 \times 0,0025 = 0,51566 \text{ segundos de arco}$$

### **Captando imágenes, preliminares**

Como se ha expuesto al describir las características de la cámara hemos visto que además de la señal procedente de la imagen que se desea registrar, junto con ella, hay una parte de las cuentas que no se corresponden con la imagen y que son producto de la cámara. Las mayores cantidades corresponden al ruido térmico y al ruido de lectura. Estos se pueden reducir mediante las correspondientes tomas oscuras y bias. Además la iluminación del telescopio sobre el sensor no es uniforme, el centro recibe más luz que la periferia, en el camino óptico, espejos, lentes, filtro, ventana del sensor... puede haberse depositado alguna impureza, grano de polvo, en las cámaras suelen haber pixeles calientes y muertos. Los primeros siempre dan el máximo de cuentas, aunque no les llegue luz, los segundos no responden a ninguna iluminación por intensa que sea. Estas irregularidades se pueden compensar en la imagen final mediante las tomas planas.

## Tomas planas

Se trata de tomar imágenes de un fondo de luz uniforme, en teoría si la iluminación del sensor fuese homogénea, todos los píxeles tuviesen la misma sensibilidad y no hubiese ningún elemento, polvo... la lectura de todos los píxeles sería la misma, todos darían el mismo valor proporcional a la fuente de luz. La realidad es muy otra. Las imágenes reales tienen defectos que habrá que eliminar o minimizar, para lo cual obtenemos las tomas planas. Hay varias formas de tomar estas imágenes que básicamente se diferencian en la fuente de luz utilizada. Para compensar exactamente todas deficiencias las tomas planas debieran hacerse sobre una fuente de luz cuyo espectro fuese el mismo que los astros que vamos a fotografiar, esto es bastante complicado, pero si se trabaja con filtros la situación mejora sensiblemente.

**Tomas de cúpula.** Se denominan a las imágenes que tienen como fondo de luz el interior de la cúpula. Si la fuente de luz es tipo fluorescente el espectro no se parecerá al de los astros que vamos a tomar. En el caso de luz incandescente mejora, puesto que emite un espectro continuo, las lámparas led tienen espectros muy diversos, conviene elegir las que tienen espectro de 4K o 2,7K, mucho más acordes con la sensibilidad del sensor que las de 6K. Cuidado por que puede que el fondo sea menos uniforme de lo que parece, se podría mejorar disponiendo un lienzo blanco, liso al que apuntar el telescopio.

**Tomas al crepúsculo.** Las tomaremos con el telescopio apuntando a media altura hacia el cielo, no encima de donde se ha puesto el Sol. Conviene asegurarse de que no hay ninguna estrella brillante en el campo seleccionado. El espectro no es como el de los astros, pero puede ser un sustituto. El autor, cuando comienza la observación después de la puesta del sol, con la noche cerrada las toma al horizonte, muy bajas, con la contaminación lumínica como fuente de luz uniforme.

**Fuentes específicas.** Existen láminas luminosas que se acoplan a la boca del telescopio, diseñadas para realizar las tomas planas. Si se dispone de ellas son sin duda la mejor opción. Además se pueden realizar tomas idénticas, ya que la iluminación es siempre la misma y podemos experimentar cual es la exposición que da mejores resultados. A falta de conocer la curva de luz específica de cada modelo, es de suponer que si la fuente es luz led, sea un espectro continuo similar a la curva de luz de las cámaras CCD.

**Tiempo de exposición.** La teoría dice que la iluminación media debe estar hacia el centro del rango dinámico de la cámara, pero mi propia experiencia dice que con un 10% a 20% del rango dinámico es suficiente. Si la imagen es muy brillante sucede que las imperfecciones se tornan invertidas después de aplicar la corrección. Por ejemplo, si la zona central se aprecia más brillante que el resto en la imagen bruta, al aplicarle la corrección el centro es más oscuro que el resto, o si había una mota de polvo con el centro más oscuro después se muestra la misma mota con los brillos invertidos. Por el contrario si la exposición es muy corta la corrección no llega a eliminar los defecto. Conviene realizar tomas de diferentes duraciones y ensayar la

que de mejores resultados. En cuanto a la cantidad de tomas que se deben realizar 10 es un buen número, si se prefieren más, bien, menos de 5 no conviene. Téngase en cuenta que el programa que utilicemos en la corrección combinará todas las imágenes, para obtener la media de todas ellas. Esta imagen resultante la podremos aplicar a todas las fotos realizadas mientras no se retire la cámara de su alojamiento en el telescopio.

## **Tomas oscuras**

Se ha comentado que la principal fuente de ruido es el ruido térmico producido en el sensor, este ruido está condicionado por la temperatura y la duración de la exposición. Las tomas oscuras se hacen con la tapa del telescopio en la boca para impedir la entrada de luz. La temperatura de la cámara ha de ser la habitual de trabajo, en general  $-10^{\circ}$  es una buena temperatura. Conviene hacer una secuencia de varias fotos: 5 a 10, de cada una de las duraciones de exposición previstas. Si hemos tomado imágenes de exposiciones de 1, 2, 5 y 10 segundos, debemos tomar secuencias de 1, 2, 5 y 10 segundos de duración.

## **Tomas bias**

Otra fuente de ruido, menor que el térmico, es el de lectura y polarización. Para compensarlo debemos tomar una secuencia de imágenes lo más cortas posibles, suele haber una opción de exposición 0 segundos. Esta sería la ideal, sólo queremos registrar el ruido que se produce en la lectura. La temperatura debe ser la misma que se utilice para fotografiar. Aunque la exposición es muy corta, incluso cero, conviene tapar la boca del telescopio para asegurarnos que no estamos recogiendo nada de luz.

## **Controles básicos de la cámara**

**Ganancia.** Como ya se explicó en la descripción de la cámara el usuario puede modificar la ganancia. Cuando se desea realizar una fotometría de calidad debemos dejar la ganancia al mínimo, mejorando la precisión de las medidas. En ocasiones se quiere registrar estrellas muy débiles y no se quiere aumentar el tiempo de exposición, se puede recurrir a aumentar la ganancia. Por norma general conviene trabajar con la ganancia al mínimo.

**Agrupamiento de píxeles.** (binning) Las cámaras permiten un modo de lectura en el cual en lugar de leer píxeles individualmente los leen agrupados, formando cuadrículas de 2x2, 3x3, 4x4. Está sumando el resultado de 4, 9 o 16 píxeles juntos, en lugar de una cuenta para cada píxel realiza una cuenta con los electrones de cada grupo. La consecuencia positiva es que estrellas muy poco brillantes, van a dar un número de cuentas mucho más elevado, con un resultado útil. La parte negativa es que se reduce

la resolución, si en la cámara de nuestro ejemplo tomamos las imágenes con un bin = 2 significa que la resolución será de 2.000 x 1.500 píxeles. Según cual sea el objetivo puede que esto sea negativo. En fotometría no debería ser un problema salvo que si la focal empleada es corta y se reduce la resolución podría suceder que los anillos de estrellas próximas se confundiesen. La agrupación de píxeles también redundaría en imágenes menos pesadas, más rápidas de manejar por el ordenador. En la actualidad la mayoría de las cámaras tienen sensores con píxeles pequeños, 2 a 5 micras, por lo que el agrupamiento en fotometría suele ser positivo.

**Temperatura.** Son muchas las cámaras que permiten regular la temperatura del sensor. Para hacer fotometría es muy conveniente poder enfriar el sensor y mantener estable la temperatura. Enfriar para que reduzca el ruido térmico y mantener estable la temperatura por que las tomas oscuras contienen el ruido térmico de una determinada temperatura, si esta no es estable la corrección será incorrecta. En principio parece que se debiera bajar la temperatura tanto como sea posible, la práctica no es exactamente así. Cuanto más baja la temperatura menor será la cifra de ruido, pero más fácil que se acumule escarcha en el sensor, o en la ventana de la cámara por la que penetra la luz. Hay calentadores para ponerlos junto a la ventana y eliminar la escarcha. Aun así mejor que no llegue a suceder. Si bien es importante bajar la temperatura, es más importante mantenerla estable, por lo que no deberíamos pasar del 75% de la potencia del sensor. En general ajustar la temperatura a -10° Celsius es una buena medida.

Las tomas planas u oscuras deben tomarse con los mismos controles de: ganancia, agrupación de píxeles y temperatura que las imágenes de estrellas que vayamos a analizar.

**Fotometría absoluta y relativa.** Hay dos formas de realizar la fotometría estelar: absoluta y relativa. En la fotometría absoluta habrá que comenzar por calibrar el sensor, para lo que será necesario realizar diversas tomas a estrellas de magnitudes y espectros conocidos, a diferentes alturas. Tras el tratamiento y reducción de datos obtendremos unas cantidades que serán la magnitud instrumental de nuestro equipo, y que por comparación con las magnitudes estándar nos darán los coeficientes que nos permitirán equiparar las medidas obtenidas con las medidas estándar. Estos coeficientes los aplicaremos a las estrellas de brillo desconocido para obtener su magnitud. Este método fotométrico exige, además de un tratamiento matemático más complejo, que las condiciones del equipo y de la noche no cambien en toda la sesión. Para constatarlo será necesario repetir las tomas de calibración varias veces a lo largo de la noche.

En la fotometría relativa se procura que las estrellas de comparación se encuentren, si es posible, en el mismo campo que se encuentra el astro que se desea medir su brillo. En cualquier caso nunca a más de 3 grados de distancia. Del mismo modo habrá que obtener la magnitud instrumental y aplicarle el coeficiente para transformar la medida al sistema estándar, tarea que realiza el programa que empleemos para la reducción

de datos, pero como tanto las estrellas de comparación, como la que es objeto de análisis se encuentra en el mismo campo, y bajo las mismas condiciones atmosféricas, los coeficientes se calculan sobre esa toma y sólo son válidos para esa toma. La gran ventaja de la diferencial es que las condiciones de observación, atmosféricas y de instrumental, son exactamente las mismas para todas las estrellas de la imagen, lo que redundará en la mejor precisión en la medida y resulta menos exigente respecto a las condiciones atmosféricas. Los astrónomos amateur y en muchas ocasiones los profesionales, emplean la fotometría diferencial, por lo que en todo lo que sigue se refiere a este método fotométrico.

## **Masa de aire**

Para realizar una buena fotometría los astros deben estar a la mayor altura posible. Cuanto más alto está un astro menor es la capa de atmósfera que debe atravesar su luz, la cual influye en la cantidad de luz recibida y en su composición espectral. La atmósfera no presenta la misma transparencia a todas las longitudes de onda, los tonos azules son los más afectados, en tanto los tonos rojos conservan mejor su intensidad original. De hecho las medidas a menos de 20° de altura presentan graves deficiencias y no se deberían tomar, si bien algunas veces no hay otra opción. Lo ideal sería tomar las imágenes cuando el astro está culminando, es decir, próximo a su paso por el meridiano, mas si tenemos una lista de estrellas para fotografiar es posible que cuando comience la noche algunas hayan pasado ya por el meridiano. La forma más lógica de ordenarlas será de oeste a este, o lo que es lo mismo por ascensión recta creciente. Comenzaremos por el oeste, de forma que las observemos antes de que se pongan e iremos moviéndonos hacia el este. Para estrellas con igual o similar ascensión recta veremos primero las que tengan declinación más baja. Un dato que se debe adjuntar a las medidas de magnitudes es precisamente la masa de aire atravesada por la luz estelar. En lugar de la altura del astro se suele utilizar el "ángulo cenital" que es el ángulo medido desde el zenit hasta el astro, y que vale:  $z = 90 - h$ , donde  $z$  es el ángulo cenital y  $h$  la altura del astro. Se define como masa de aire el espesor de atmósfera que tiene que atravesar la luz del astro para llegar al detector. Asignando el valor 1 a la menor masa de aire cuando el astro está en el zenit, la masa de aire se define como cuantas veces es mayor el espesor de atmósfera atravesado por la luz, en relación con el espesor en el zenit.

$$\text{Masa de aire} = \frac{1}{\cos z}$$

Esta fórmula es una buena aproximación hasta valores de  $z < 75^\circ$ , para valores mayores habría que utilizar otras fórmulas que tengan en cuenta que la atmósfera es finita, ya que está para un valor de  $z = 90^\circ$  daría un resultado infinito.

El valor de masa de aire es esencial en fotometría absoluta y se incluye entre los coeficientes para obtener la magnitud, en fotometría relativa nos da una idea de la bondad del resultado. Cuanto menor sea la masa de aire más fiable será la medida.

## Tiempo de exposición

Como se dijo, una de las grandes ventajas de la fotografía electrónica es poder ver la imagen inmediatamente, sin tener que esperar a los procesos de revelado. Esto es de gran ayuda para decidir el tiempo de exposición, debemos tener en cuenta varios factores. El astro que vamos a analizar debe quedar bien muestreado es decir, debemos recoger suficiente luz de la estrella para que el programa que emplearemos para reducir los datos tenga un disco estelar bien visible, pero al mismo tiempo las estrellas, al menos las de comparación y calibración no deben estar saturadas. La linealidad del sensor se pierde a más del 85% del rango dinámico, debemos estar por debajo de este valor. Una estrella bien muestreada, los valores de los píxeles alrededor del centro decrecerían en cualquier dirección, el perfil mostraría la distribución de una campana de Gauss. Si la estrella está saturada el perfil será plano en su parte superior, se habrá perdido parte de la luz incidente. Si es muy poca, la señal puede ser poco mayor que el ruido, la evaluación será incierta. Hay programas para evaluar el brillo de las estrellas que utilizan dicho perfil para calcular la magnitud. El perfil ideal está alterado por la turbulencia, si fuese mínima, 1 segundo de arco, la luz incidiría en un punto y el resultado sería el deseado, pero la mayoría de los lugares de observación no presentan este valor tan bajo, 2 será un valor muy bueno en nuestras altitudes, normal tener valores de 3 o incluso mayores. El efecto de la turbulencia es como obtener imágenes desenfocadas, que en lugar de un punto se convierte en un disco, puesto que ese haz de luz se va a mover en todas direcciones alrededor del centro conviene emplear tiempos de exposición que permitan rellenar por completo ese disco. Salvo estrellas muy brillantes no conviene utilizar exposiciones inferiores a dos segundos.

## Tratamiento de las imágenes

Las imágenes en bruto no son la mejor fuente de datos, antes de evaluar las imágenes habrá que realizar un paso de tratamiento cuyo fin último sería eliminar todo lo que la cámara y el equipo pusieron de más, y dejar la imagen natural que hubiese captado un equipo ideal sin ninguna aberración.

Hay muchos programas que realizan este tratamiento, yo empleo el DeepSkyStaker, es un programa gratuito, sencillo de instalar y de utilizar.

El menú de la izquierda nos va pidiendo las imágenes que debemos ir agregando. Primero las imágenes de estrellas, seguidas de las tomas oscuras, planas, oscuras de las planas y lectura.

En la parte inferior de la lista están las opciones y ajustes el programa da como resultado una imagen apilada, es decir suma de todas las que le hayamos suministrado. Podemos indicarle que de cada imagen tratada guarde una copia, que será la que utilicemos en la evaluación.

## ***Preparando la observación***

### **Selección de estrellas para observar**

Una vez que decidimos dedicar nuestro tiempo de observación a las estrellas variables el primer paso es seleccionar que estrellas vamos a observar. Hay un número considerable de tipos de estrellas y centenares o miles de estrellas de cada tipo. Para hacer la selección, lo primero será atender a nuestra preferencia, estrellas con variaciones regulares: cefeidas, mira, semirregulares, RV Tauri, delta Scuti... irregulares: T Tauri, Ina... cataclísmicas: novas, supernovas. Variables extrínsecas como las binarias eclipsantes en sus diferentes variedades. La lista es inmensa. Además, deberíamos tener en cuenta dos factores, el instrumental que disponemos, el tiempo que le podemos dedicar a esta tarea. Partiendo de la base de que para obtener la curva de variación de luz de una estrella necesitamos que la precisión de las medidas sea mejor que el 10% de la amplitud de la variación tendremos que considerar: Si hacemos observaciones visuales, nuestra precisión, siendo buena, será de 0,1 magnitudes, deberíamos escoger estrellas que tengan una variación como mínimo de 1,5 magnitudes para poder obtener la curva con una buena aproximación. Si trabajamos con una cámara electrónica nuestra precisión puede ser del orden de 0,01 magnitudes, podemos seleccionar estrellas que tengan una variación mayor que 0,2 magnitudes.

En cuanto al tiempo, es difícil estimar el número mínimo de puntos para confeccionar la curva de brillo, quizá 20 puntos serían suficientes, si podemos observar cada 4 días deberemos seleccionar estrellas que tengan un periodo de 80 días o más. Si la frecuencia es inferior deberíamos seleccionar estrellas con un periodo más largo, las gigantes semirregulares y las tipo mira con periodos de 200 o 400 días pueden ser un buen objetivo. Si la frecuencia es casi esporádica, una vez al mes, podemos elegir estrellas que tengan un periodo menor que 0,4 días para obtener la curva completa en una noche, tipo delta Scuti o RR Lyrae. También estrellas eclipsantes, habrá que buscar en función de las fechas de observación que estrellas pueden estar en la fase de eclipse. Otra opción es seleccionar estrellas que requieren una vigilancia constante, pero no tienen un periodo concreto, como las novas recurrentes.

En cualquier caso podemos, y seguramente es la mejor opción, buscar estrellas que ya están siendo observadas por otros variabilistas, y contribuir con nuestras aportaciones al conjunto de datos.

### **Fuente de datos**

El General Catalogue of Variable Star es una fuente inmensa de datos de estrellas variables tiene más de 45.000 entradas, reúne datos de estrellas de todos los tipos. Quizá por la inmensidad del catálogo resulta un tanto farragoso, aunque se simplifica cuando se sabe que tipo de estrellas se quiere observar.

Otra fuente de datos es la propia página de la American Association of Variable Star Observers, en la sección \observing section, hay diferentes apartados clasificados por tipos de estrellas, ahí podemos ver que estrellas se han enviado datos recientes o cuales hace tiempo que no se reciben. En función de nuestras, preferencias, instrumental, tiempo podemos ir haciendo una selección de las estrellas que vamos a observar.

## **Cartas estelares**

Para observar una estrella necesitamos una carta de esa zona del cielo que contenga y especifique la estrella. Nos la podemos confeccionar nosotros utilizando algún programa tipo planetario, pero lo más adecuado es recurrir a la herramienta que nos ofrece la página de la AAVSO, muy sencilla de utilizar, basta con indicar la estrella en el recuadro y pulsar el enlace que nos llevará a, <https://apps.aavso.org/vsp/chart/> Por defecto nos da una carta de un grado de lado con el norte arriba, el oeste a la derecha, magnitud límite 14,5 y la estrella variable en el centro. Una vez estamos dentro de la herramienta de generación de cartas podemos decidir, el ancho en grados, la orientación, magnitud límite, si queremos que nos indique si hay otras variables en el mismo campo... las magnitudes de algunas estrellas están indicadas en la carta, no hay un punto o coma para señalar la parte decimal, una estrella de magnitud 12,350 aparecerá como 123, se elimina la coma para que no se pueda confundir con una estrella y se redondea a la décima más próxima, si la estrella fuese 12,351 aparecerá como 124.

Cuando copiemos la carta, está tiene un nombre que habrá que adjuntar si optamos por enviar nuestras observaciones a la AAVSO.

Junto con la carta nos ofrece las magnitudes con tres decimales de las estrellas que nos propone para comparar. Por defecto incluye los valores para magnitud visual V, si deseamos otros colores: B, R, I se pueden seleccionar.

## **Estrellas de calibración y comparación**

Llamamos estrella de calibración aquella o aquellas que nos permitirán averiguar los coeficientes para traducir nuestra magnitud instrumental a estándar. La aavso recomienda elegir una sola estrella de calibración, personalmente creo que es mejor elegir dos o tres estrellas, por que la turbulencia o, si la calibración no es excelente, resultará mejor promediar entre varias estrellas que confiarnos a una estrella. Estrella de comparación, seleccionamos una estrella de brillo conocido para que sea evaluada por el programa y así poder comparar la magnitud de la carta con la que obtenemos con el programa de evaluación. Personalmente empleo los siguientes criterios para la selección: índice de color y brillo similar, proximidad en el campo.

## **Organización de la observación**

Si el objetivo es la observación con cámara CCD, preparamos dos carpetas, una para los datos de la noche y otra para las estrellas.

En la carpeta con los datos de la noche, para cada noche abrimos una carpeta que tiene por nombre la fecha, en esa carpeta guardamos las tomas planas, las oscuras, si las hay, quizá un pequeño archivo de texto con la síntesis de la observación: telescopio, cámara, configuración óptica, lugar de observación, alguna mención a la temperatura, humedad, viento, oscuridad, luna... estrellas observadas. Tengamos en cuenta que cuando hayan pasado unos meses o años, algunos datos pueden quedar confusos aun con una buena memoria. Si nos gusta escribir nos podemos explayar un poco en las condiciones de la noche, telescopio, programas empleados, alguna anécdota que haya sucedido...

La otra carpeta contiene las estrellas que vamos a observar, una carpeta para cada estrella. En esa carpeta iremos añadiendo carpetas, una por noche o por conjunto de observaciones, que bien puede tener por nombre la fecha. Además en esa carpeta guardamos la carta para identificar la estrella, cuando tomemos las imágenes, y cuando evaluemos la estrella.

Para cada estrella que observemos conviene tener un archivo de texto que contenga los datos de la estrella: AR, DEC, carta, estrellas de comparación, cualquier otro dato que nos resulte significativo. Este archivo también lo tendremos en la carpeta de la estrella.

### **Lista de estrellas**

Conviene tener una o varias listas con las estrellas que vamos observando. Yo preparo las listas con las estrellas por zonas del cielo y/o tipos, en cada lista ordenadas por ascensión recta, que será el orden por el que las observe. De ese modo cuando comience la observación solo hay que seguir el orden de la lista. En la tabla además del nombre y el tipo indico la fecha de la última observación.

## **Reducción de resultados**

Hay numerosos programas para obtener los datos de brillo de las estrellas que hemos fotografiado, sin duda todos buenos. Uno muy sencillo de utilizar es FotoDif, es potente y bastante intuitivo. Se puede descargar de la web <http://www.astrosurf.com/orodeno/> el autor, Julio Castellano tiene en la misma página otros programas para fotometría y astrometría.

También es coautor de la página <http://www.astrosurf.com/cometas-obs/> de referencia para observadores de cometas.

Sobre las instrucciones para utilizar el programa FotoDif, podemos verlas en la misma web.

## **Publicación de resultados**

Publicar los resultados obtenidos es siempre potestad del autor, y por supuesto en el marco que le resulte más apropiado a su trabajo. La página de referencia para los observadores de estrellas variables es la AAVSO American Association of Variable Star Observers y su página <https://www.aavso.org/>. La aavso cuenta con más de 70 millones de observaciones, y tiene a su favor que todo esos datos están a disposición de quien los quiera. No hace falta estar registrado para acceder a las curvas de luz de centenares de estrellas. Para enviar datos si que hay que registrarse es fácil y gratuito.

El programa FotoDif genera varios tipos de informes, uno de los cuales reproduce el formato de archivo aceptado por la aavso. Una vez registrado entramos en la página, nos identificamos y en el apartado Submit an Acces Data tenemos varias opciones, seleccionamos Upload Photometry y podemos enviar datos de estrellas uno a uno, o bien enviar un fichero (el que ha generado FotoDif) con todas las observaciones.