

Taller de Imágenes - 2016 - Grupo de Astrometría y Fotometría

UNIDAD 3

Imágenes digitales

CUENTAS EN UN PÍXEL. El flujo de fotones es la cantidad de fotones que llegan a una superficie por unidad de área y unidad de tiempo. Cuando el área es el de un píxel, y el tiempo es el tiempo de exposición, el flujo de fotones nos dará la “cantidad de fotones” que llegaron a ese píxel en ese tiempo. La cantidad de cuentas en un píxel es proporcional -dentro de un cierto rango- a la cantidad de fotones que llegaron a ese píxel.

FUNCIÓN DE DISPERSIÓN DEL PUNTO. Cuando medimos las cuentas en la imagen de una estrella, o de una fuente puntual cuya luz atraviesa la atmósfera, vemos que la luz se dispersa entre varios píxeles de modo que las cuentas en cada píxel es mayor en el centro y disminuye en los bordes. Si representamos las cuentas en un eje perpendicular al plano del sensor, obtendremos superficie en forma de campana que se conoce como “función de dispersión del punto” o PSF, por las siglas en inglés “Point Spread Function”. El perfil del PSF tiene un parecido a una función gaussiana.

SEÑAL Y FONDO DE CIELO. Como el límite de linealidad no debe ser superado, es deseable que el fondo de cielo tenga la menor cantidad de cuentas posibles para disponer de un rango de cuentas amplio que permita obtener mayor señal del objeto a medir.

RUIDO. Se llama “ruido” a las cuentas que aparecen en la imagen final y que no tienen su origen en aquello que se pretende medir. Hay distintas fuentes de ruido. Hay multitud de fuentes de ruido, pero muchas son de poca importancia. Consideremos las más importantes:

o Ruido térmico: también llamada con más frecuencia: corriente de oscuridad. Se deben a la generación aleatoria de electrones -no por fotones- que son capturados por el campo eléctrico en el píxel y su intensidad aumenta con la temperatura.

o Rayos cósmicos: Una fuente no despreciable de ruido en los CCD es el impacto de rayos cósmicos. Son partículas energéticas procedentes del espacio interestelar, que pueden atravesar el silicio del detector y causar un verdadero alud de miles de electrones, normalmente concentrados en unos pocos píxeles, y aparecen como puntos o rayas cortas muy brillantes al representar las imágenes en pantalla. Por supuesto, cuanto mayor sea el tiempo de exposición de una toma, mayor es la cantidad de rayos cósmicos que la deterioran. Además, puede comprobarse que el número de impactos de rayos cósmicos en los detectores aumenta con la altura del observatorio.

o Ruido de lectura: En el posterior proceso de transferencia de los electrones desde el píxel al canal de lectura y -finalmente- en la amplificación y conversión, es inevitable que ocurran perturbaciones aleatorias que degradan la calidad de la medida. Esas perturbaciones se conocen como “ruido de lectura”.

OFFSET. Un problema del Conversor Analógico-Digital es que no detecta señales por debajo de cierto valor (umbral/pedestal). Puede ocurrir que haya una señal por debajo de ese umbral: objetos muy tenues, como nebulosas, por ejemplo. En esos casos, el CAD indicará un valor de 0 cuentas, y se perderá esa información. Es por ello que se agrega una pre-carga fija a todas las cargas provenientes de los píxeles antes de ingresar al CAD

denominada “offset” y que debe ser aproximadamente igual al valor de umbral de entrada al CAD. En las cámaras CCD profesionales el valor del offset suele venir configurado de fábrica. Si se tiene que configurar el offset, se debe realizar capturas: con el menor tiempo de exposición posible y a cámara tapada, para que no entre nada de luz. La imagen que obtengamos reflejará sólo el ruido provocado por los componentes internos de la cámara. Se va subiendo el valor offset para cada imagen, hasta que se empieza a tener un mínimo de señal. El valor del offset es diferente para cada cámara, pero habitualmente se considera correcto si los valores de cuentas de offset oscilan entre 100 y 1000 (para una cámara de 16bits). Es importante tener en cuenta que el valor del Offset puede variar en función de la ganancia.

GANANCIA. Vimos que la imagen digital es una cuadrícula de números, uno por píxel, pero los números almacenados allí no significan la cantidad de electrones hallados en cada electrodo. La cantidad de electrones en un electrodo puede llegar a decenas de miles o centenares de miles, y reservar espacio para un número tan grande por cada píxel, haría que los archivos informáticos resultantes fueran demasiado grandes. Lo que se hace es dividir la cantidad de electrones entre un cierto número, llamado “ganancia” de la cámara. Entonces: las cuentas en un píxel no es la cantidad real de electrones, sino el resultado de dividir la cantidad de electrones por la ganancia. La ganancia es el número de electrones por cada cuenta en la escala digital. En cámaras CCD profesionales el valor de la ganancia suele venir configurado de fábrica. Si se satura un píxel con electrones, al dividir la cantidad de electrones por la ganancia ideal, debe dar 65535 (si la cámara es de 16 bits). Si la ganancia es mayor a la ideal, el píxel saturado dará menos de 65535 cuentas, por lo que el rango dinámico disminuirá, perdiendo la capacidad de detectar pequeñas variaciones de brillo. Si la ganancia es menor a la ideal, ocurrirá que muchos píxeles -antes de saturar- ya alcanzará el máximo nivel de cuentas (65535 cuentas), por lo que perderemos capacidad de ver detalles en objetos brillantes. Si se tiene que configurar la ganancia, basta con apuntar la cámara a una luz brillante que asegure que cada píxel se sature. En esta situación tenemos que ir ajustando la ganancia hasta que la imagen final no supere el máximo valor que puede entregar el CAD, en cámaras de 16 bits buscaremos que cada píxel se aproxime lo más posible a 65535.

VALOR MÁXIMO DE CUENTAS/SATURACIÓN. Los electrodos que retienen los electrones en cada píxel tienen una capacidad de almacenamiento de carga que está limitada por las características de su construcción, de manera tal que al alcanzar una determinada cantidad de electrones son incapaces de seguir almacenándolos. En esas condiciones, se dice que el píxel está “saturado” y pierde la capacidad de seguir reteniendo electrones. En sensores de 16 bits, ese límite de saturación se produce al alcanzar el valor 65.535 cuentas, máximo de la escala digital.

RELACIÓN SEÑAL RUIDO. El principal inconveniente que presentan las cámaras digitales es el ruido. Algunos ruidos tienen naturaleza aleatoria y no es posible anularlos. Producen ruido: el brillo del propio objeto, el brillo de fondo, el sistema de lectura, el ruido térmico, los rayos cósmicos, etc. Estos ruidos se suman a la señal del objeto, haciendo que las sucesivas mediciones fluctúen. Al unir puntos sucesivos queda una poligonal muy irregular. Para lograr una curva suave, se debe hacer un ajuste entre los puntos dispersos. El nivel de ruido se indica por la relación señal-ruido (SNR de: “Signal to Noise Ratio”). Esta relación se define como el cociente entre toda la señal recibida y el ruido:

$$\text{SNR} = (\text{Señal} + \text{Ruido}) / \text{Ruido}.$$

Como se infiere de la fórmula, a mayor señal (para un mismo ruido), la relación aumenta, se mejora la calidad de la imagen y disminuye la dispersión de puntos en las curvas de luz. El ruido no crece linealmente con el

tiempo de exposición, lo hace cuadráticamente, es decir: al doble de tiempo de exposición, el ruido crece menos del doble. En exposiciones de objetos brillantes, el ruido apenas es visible, porque la imagen contiene mucha más luz (señal) que ruido, más aún si se expone durante más tiempo. Pero al fotografiar objetos débiles, el ruido será importante frente a la señal y será conveniente tomar exposiciones largas porque la señal crecerá más que el ruido. Cuando no se pueden tomar exposiciones largas, y se necesita elevar la SNR, se suele captar muchas tomas individuales y sumarlas. La SNR final mejora con la raíz cuadrada del número de tomas. Por ejemplo: en un apilado de 100 tomas la SNR se mejora 10 veces. Sin embargo, si se puede tomar una sola imagen en el tiempo total de la suma de las tomas, eso es conveniente porque se obtiene mejor SNR que con el apilado del mismo tiempo total. La ventaja de apilar es que se pueden desechar imágenes malas.

LINEALIDAD. La linealidad se refiere a la proporcionalidad entre la cantidad de fotones que inciden sobre el detector y el valor digitalizado que representa la cantidad de electrones efectivamente leídos por el detector. Si esa proporcionalidad existe, entonces serán válidas las medidas fotométricas. Los sensores CCD son lineales, pero antes de llegar a la saturación, ocurre que los electrones previamente almacenados forman una pantalla electrostática que dificulta la incorporación de los que se vayan generando a continuación. Cuando ello ocurre, se pierde la linealidad y desde allí hasta la saturación la lectura no servirán esos datos para mediciones fotométricas, porque muchos electrones ya no serán contados. Si no se expone el sensor a la luz, no debería generarse ningún electrón porque no llega ningún fotón al detector, sin embargo los diferentes componentes electrónicos del CCD generan calor que es detectado por los sensores y eso hará que nunca obtengamos una imagen completamente oscura, lo que falsea la información de la linealidad a bajas cuentas.

BLOOMING. La saturación, no suele ocurrir en todo el detector a la vez, sino en los píxeles más iluminados. Cuando un píxel se satura, los electrones producidos -y que no puede retener- emigran a los píxeles contiguos a lo largo de las columnas que conducen al registrador de lectura. Por eso es frecuente en las imágenes astronómicas digitales ver estrellas brillantes que vierten luz en franjas perfectamente rectas y largas. Esos desbordes de electrones se conoce con el nombre de “blooming”.

VISUAL (o línea de la visual). Es el segmento que une a un objeto puntual con el ojo del observador o el instrumento que registra el evento.

DISTANCIA ANGULAR. Es el ángulo formado entre dos visuales. Si las dos visuales coinciden con los extremos del diámetro de un objeto, la distancia angular recibe el nombre de “diámetro angular”. Por ejemplo: El diámetro angular de la Luna es de 30 arcominutos, porque ese es el ángulo de dos visuales dirigidas a dos puntos opuestos sobre un diámetro de la Luna.

CAMPO DE LA PLACA. Es el tamaño de la región de cielo que se puede observar con un sensor (antes: placa fotográfica). También se lo conoce como “campo de visión” o “FOV” (field of view). Dos puntos de la placa, separados por una distancia “d” [mm] e instalada en el plano focal de un telescopio que tiene una distancia focal “f” [mm] pueden observar dos objetos puntuales separados por una distancia angular “ θ ”. El cálculo de esa distancia angular se hace con la siguiente fórmula:

$$\theta = 206264,8 * d / f [\text{arcseg}]$$

Si la placa es rectangular y se conocen el ancho [mm] y el alto [mm] del sensor y la distancia focal del telescopio [mm], el campo de la placa se calcula así:

$$\theta(\text{ancho}) = 206264,8 * \text{ancho} / f [\text{arcseg}]$$

$$\theta(\text{alto}) = 206264,8 * \text{alto} / f [\text{arcseg}]$$

Por ejemplo, el telescopio de los estudiantes, instalado en el OAC -con reductor focal- tiene una longitud focal $f = 1816$ mm. El sensor del CCD, SBIG ST7,

tiene píxeles de dimensiones: Ancho = 9 μm y Alto = 9 μm . El sensor tiene:

$$\text{Ancho} = 765 \text{ píxeles} = 6,804 \text{ mm y Alto} = 510 \text{ píxeles} = 4,590 \text{ mm.}$$

$$\theta(\text{ancho}) = 206264,8 * 6,804 \text{ mm} / 1816 \text{ mm} ; \theta(\text{ancho}) = 772,8'' = 12,9'$$

$$\theta(\text{alto}) = 206264,8 * 4,590 \text{ mm} / 1816 \text{ mm} ; \theta(\text{alto}) = 521,34'' = 8,7'$$

ESCALA DE PLACA. Es la distancia angular entre dos objetos que forman sus imágenes en la unidad de distancia (1 mm) en el plano focal. por ejemplo: si se conoce la distancia angular de dos objetos “ q ” [arcseg], y se mide la distancia “ d ” [mm] entre sus imágenes, la escala de la placa se obtiene así:

Escala de la placa = θ / d [arseg/mm] Reemplazando θ por $(206264,8 * d / f)$ [arcseg], y conociendo la distancia focal “ f ” [mm], entonces la escala de la placa se será:

Escala de la placa = $206264,8 / f$ [arseg/mm] Con sólo conocer la distancia focal, podemos calcular ángulo que se puede abarcar del cielo por cada unidad de longitud en el plano focal. Por ejemplo: en el telescopio de los estudiantes, instalado en el OAC -con reductor focal-, la escala de la placa es:

$$\text{Escala de la placa} = 206264,8 / 1816$$

$$\text{Escala de la placa} = 113,6''/\text{mm} = 1,9' / \text{mm}$$

ESCALA DE PÍXEL. La escala del pixel ideal, para que el PSF adquiera la forma típica, se corresponde con la mitad del seeing. Es decir: cuando el FWHM ocupa aproximadamente 2 píxeles (en la base observaremos 6 a 8 píxeles). Si la escala del pixel es grande (cada pixel observa mucho cielo): mejora la relación Señal-Ruido, pero la forma del PSF es deficiente porque la resolución espacial es baja y lo definen pocos píxeles. Si la escala del pixel es pequeña (cada pixel observa poco cielo): se dispone una resolución espacial alta y muchos píxeles definen mejor el PSF, pero disminuye mucho la relación Señal-Ruido.

Si “ d ” es la altura de un pixel, entonces es posible calcular el ángulo θ que puede “ver” un pixel. Ese ángulo se lo conoce como “escala del pixel” y podemos calcularlo despejando θ de la expresión: $\theta / d = 206264,8 / f$
Escala del pixel = $206264,8 * d / f$ [arseg/pixel] ; con f [mm] Por ejemplo: en el telescopio de los estudiantes, instalado en el OAC -con reductor focal-, la escala del pixel es:

$$\text{Escala del pixel} = 206264,8 * 0,009 \text{ mm} / 1816 \text{ mm} \text{ Escala del pixel} = 1,02''/\text{pix}$$

RESOLUCIÓN ESPACIAL. Es la cantidad de píxeles o distancia en la placa, que le corresponde a la unidad de distancia angular. A mayor resolución espacial, permite apreciar mayor cantidad de detalles del objeto que se observa. Se calcula con la inversa de la escala del pixel. Muchas veces se suele hablar de resolución expresando el valor de la escala del pixel, preferimos acá hacer esa distinción de conceptos.

FWHM. Es la sigla en inglés de “Full Width at Half Maximum” que significa “anchura a la mitad de la altura” del perfil de una estrella. Este parámetro es muy importante, porque todas las estrellas de una misma imagen, que no superen el límite de linealidad, tienen el mismo FWHM, sin importar el tamaño de sus PSF. Cuando vemos una imagen, con muchas estrellas, las vemos de diferentes tamaños, sólo porque el editor de la imagen muestra sólo ciertos niveles de cuentas, y a las estrellas débiles las “corta” cerca de sus máximos (se ven pequeñas) y a las brillantes cerca de sus bases (se ven grandes).

SEEING. Es un parámetro que mide el efecto distorsionador que la atmósfera (principal factor, pero hay otros como: el domo, el relieve del lugar, el mismo instrumento, etc.) produce sobre la luz proveniente de objetos exteriores. Nos indica la calidad de la atmósfera y su efecto en la calidad de la imagen. La imagen de una estrella deja de ser puntual. Las turbulencias atmosféricas (por convección, relieve, cúpula, etc.) causan variaciones de densidad que deforman el camino óptico recorrido por los rayos de luz. El seeing es diferente para diferentes longitudes de onda: empeora hacia las ondas cortas (hacia el azul). También cambia en un mismo lugar con el cambio de las condiciones atmosféricas. La consecuencia del seeing es la variación del ancho de las PSF, por ello se suele usar el valor de FWHM para medir el valor del seeing. Se puede expresar en píxeles, pero resulta conveniente pasar ese valor a arcosegundos [”], aplicando la escala del píxel. En sitios urbanizados, el seeing suele valer entre 4” y 6”. En sitios de muy buenas condiciones, el seeing es menor a 1”.

BINNING. Es el proceso de combinar los píxeles vecinos de un sensor en un "super píxel". En ese super píxel, todos los píxeles individuales contribuyen con sus cargas. Por ejemplo, en binning 2 x 2, la carga de un cuadrado de 4 píxeles adyacentes se combina en un super píxel, y en binning 3 x 3, la carga de un cuadrado de 9 píxeles adyacentes se combina en un super píxel. A mayor binning:

- o Aumenta la escala del píxel, por lo que disminuye la resolución espacial.
- o Aumenta la señal, permitiendo detectar señales débiles con menos tiempo de exposición.
- o Reduce el número de píxeles a medir y el tamaño del archivo.
- o Reduce el tiempo de lectura en los CCD, aumentando la resolución temporal.

MAGNITUD LÍMITE. Es la magnitud de la estrella más débil detectable en una imagen. Se suele tomar como límite de detectabilidad la $SNR = 3$, entendiéndose que una estrella que aparezca en una imagen con $SNR < 3$, se confunde con el ruido general del brillo de fondo. A efectos prácticos no se puede hacer nada con una estrella tan débil a menos que tenga, por lo menos, una $SNR > 5$. El Minor Planet Center solicita que el límite de detectabilidad sea $SNR = 7$.

TIEMPO DE EXPOSICIÓN. La elección del tiempo de exposición deberá ser lo suficientemente corto como para no se superar el límite de linealidad en: el objeto a medir, las estrellas de control y la estrella de calibrado. Se deberá considerar el valor de cuentas máximas en el momento de la decisión, para evitar la pérdida de linealidad cuando disminuya la distancia cenital. Deberá ser corto para lograr mayor resolución temporal, especialmente si se esperan eventos de corta duración. Deberá ser suficientemente largo como para lograr mayor SNR posible. Como se puede percibir, la elección del tiempo de exposición requiere de un poco de práctica.

TIEMPO DE LECTURA. Cuando termina la exposición a la luz proveniente de un objeto astronómico, en una cámara CCD se produce la lectura de los píxeles, cuya demora suele ser importante. Recién concluida la lectura,

los pixeles están en condiciones de ser expuestos para obtener una nueva imagen. En el CMOS el tiempo de lectura o tiempo muerto es menor, y eso permite tener muchos cuadros en pequeños tiempos, lo que lo hace ideal para la observación de eventos cortos, de unos pocos segundos como en el caso de las ocultaciones de estrellas por asteroides. Los CMOS son muy usados en filmadoras. Por ahora, se prefiere el CCD en el uso astronómico, porque -en general- tienen mayor nivel de eficiencia cuántica.

RESOLUCIÓN TEMPORAL. Es la cantidad de imágenes tomadas por unidad de tiempo. Una mayor resolución temporal permite contar con mayor densidad de puntos, lo cual permite detectar fluctuaciones de brillo que se producen en poco tiempo. Los eventos de corta duración requieren de resolución temporal elevada. Un telescopio de la Silla (Chile) pudo discriminar que Chariklo tiene dos anillos, gracias al uso de una cámara de alta velocidad, con una resolución temporal de 10 imágenes por segundo, casi sin tiempos de lectura (el sensor era un CMOS).