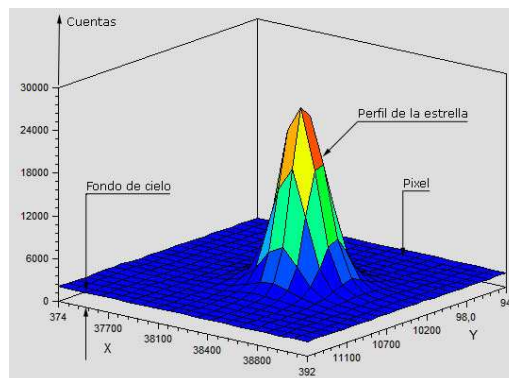


Taller de Fotometría Diferencial

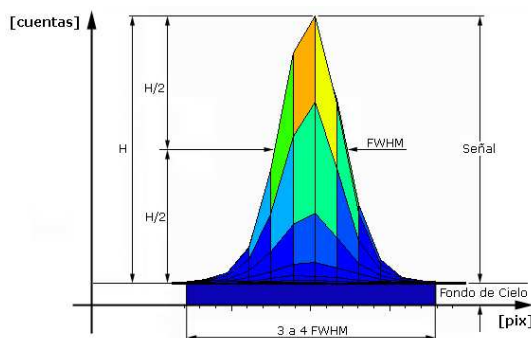
Unidad 3: Conceptos fundamentales.

- **Cuentas en un pixel:** 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 pixel, y el tiempo es el tiempo de exposición, el flujo de fotones nos dará la “cantidad de fotones” que llegaron a ese pixel en ese tiempo. La cantidad de cuentas en un pixel es proporcional -dentro de un cierto rango- a la cantidad de fotones que llegaron a ese pixel.

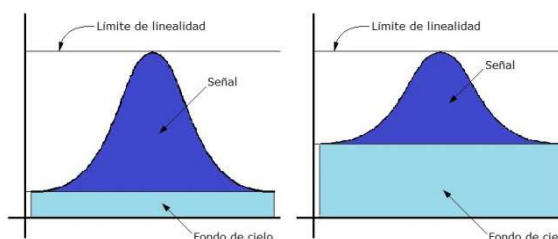
- **PSF:** Cuando medimos las cuentas en la imagen de una estrella, o de una fuente puntual cuya luz atraviese la atmósfera, veremos que la luz se dispersa entre varios pixeles de modo que las cuentas en cada pixel es mayor en el centro y disminuye en los bordes. Si representamos las cuentas en un eje 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.



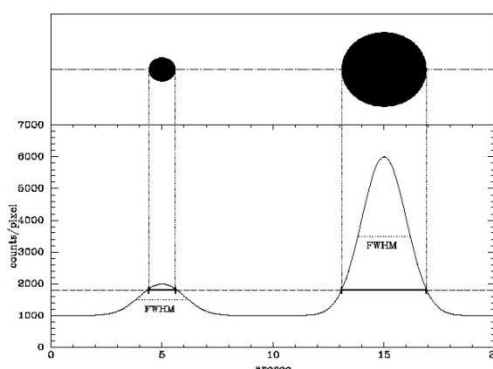
- **Valor máximo:** Es muy importante conocer el valor máximo de cuentas en la imagen de una estrella, porque con ese valor sabremos si hay pixeles de la imagen de esa estrella que superen el límite de linealidad del sensor. Aún sin llegar al límite de saturación, una imagen que supere el límite de linealidad no servirá a la hora de hacer cálculos para fotometría.



- **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.



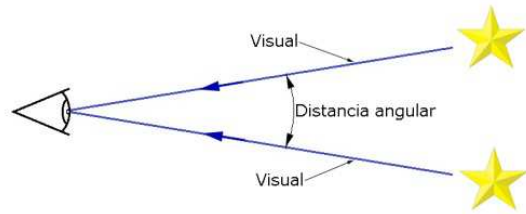
- **FWHM:** Es la sigla en inglés de “Full Width at Half Maximum” que significa “anchura a la mitad de la altura” del perfil de una estrella. Este parámetro es muy importante, porque todas las estrellas de una misma imagen, que no superen el límite de linealidad, tienen el mismo FWHM, sin importar el tamaño de sus PSF. Cuando vemos una imagen, con



Taller de Fotometría Diferencial

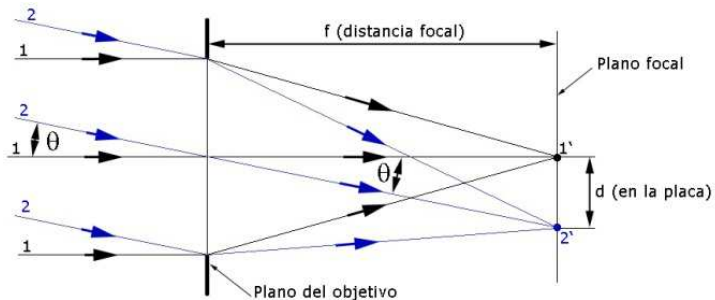
muchas estrellas, las vemos de diferentes tamaños, sólo porque el editor de la imagen muestra sólo ciertos niveles de cuentas, y a las estrellas débiles las “corta” cerca de sus máximos (se ven pequeñas) y a las brillantes cerca de sus bases (se ven grandes).

- **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 arcseg, 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 = $9 \mu\text{m}$ y Alto = $9 \mu\text{m}$. El sensor tiene: Ancho = 765 píxeles = $6,804$ mm y Alto = 510 píxeles = $4,590$ 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 la 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:

$$\text{Escala de la placa} = \theta / d \text{ [arcseg/mm]}$$

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

$$\text{Escala de la placa} = 206264,8 / f \text{ [arcseg/mm]}$$

Con sólo conocer la distancia focal, podemos calcular ángulo que se puede abarcar del cielo por cada unidad de longitud en el plano focal.

Taller de Fotometría Diferencial

Por ejemplo: en el telescopio de los estudiantes, instalado en el OAC -con reductor focal-, la escala de la placa es:

Escala de la placa = $206264,8 / 1816$

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

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

Por ejemplo: en el telescopio de los estudiantes, instalado en el OAC -con reductor focal-, la escala del píxel es:

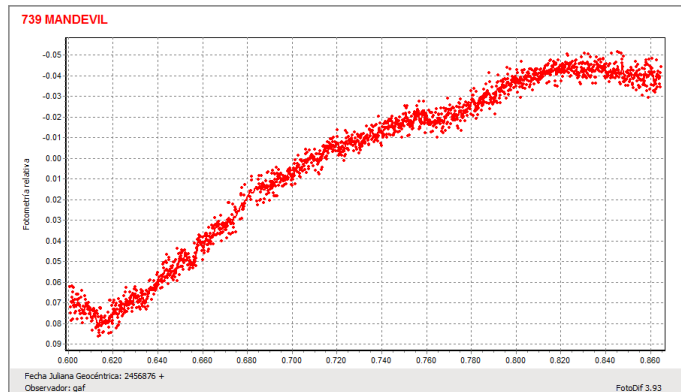
Escala del píxel = $206264,8 * 0,009 \text{ mm} / 1816 \text{ mm}$

Escala del píxel = $1,02''/\text{pix}$

- **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 píxel. Muchas veces se suele hablar de resolución expresando el valor de la escala del píxel, preferimos acá hacer esa distinción de conceptos.
- **Variación del flujo de fotones con la altura del objeto.** La atmósfera produce absorción de luz (extinción), que depende de varios factores: altura del observatorio, longitud de onda, índice de refracción del aire, ozono, aerosoles (agua, polvo, contaminación). La extinción atmosférica varía estacionalmente y durante una misma noche de observación. La atmósfera también produce descomposición y dispersión de la luz, diferentes para diferentes longitudes de onda. Las turbulencias (seeing) agravan los problemas. El flujo de fotones que llegan al instrumento, decae exponencialmente con la masa de aire que atraviesa. La masa de aire crece con la distancia cenital, es por ello que se trata de observar un astro cerca de su culminación, en la que su distancia cenital es mínima. Si tenemos que observar un objeto durante varias horas, es importante conocer la altura del objeto: en el inicio, cuando culmine y cuando termine la observación, porque el valor máximo de las cuentas irá variando a medida que cambie la distancia cenital del objeto, por lo que debemos controlar que el valor máximo de cuentas no supere el límite de linealidad.
- **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 $1''$.

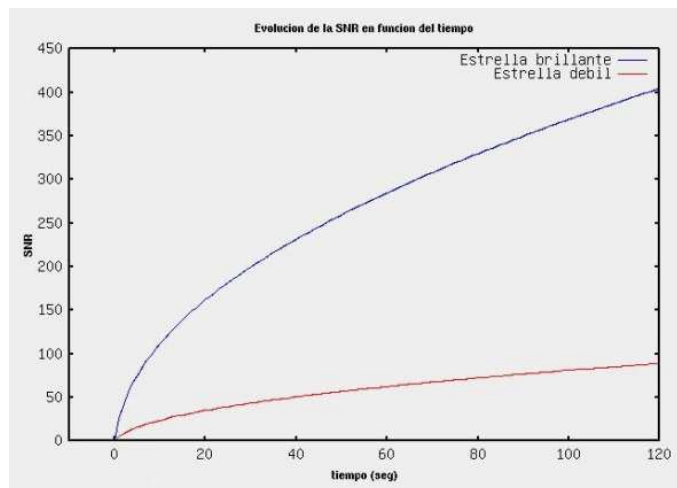
Taller de Fotometría Diferencial

- **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

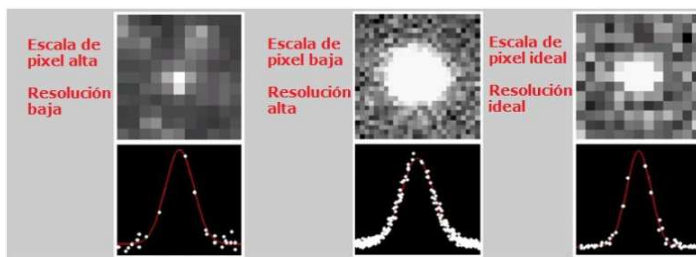


doble. En exposiciones de objetos brillantes, el ruido apenas es visible, porque la imagen contiene mucha más luz (señal) que ruido, más aún si se expone durante más tiempo. Pero al fotografiar objetos débiles, el ruido será importante frente a la señal y será conveniente tomar exposiciones largas porque 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.

- **Magnitud límite:** Es la magnitud de la estrella más débil detectable en una imagen. Se suele tomar como límite de detectabilidad la $\text{SNR} = 3$, entendiéndose que una estrella que aparezca en una imagen con $\text{SNR} < 3$, 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 $\text{SNR} > 5$. El Minor Planet Center solicita que el límite de detectabilidad sea $\text{SNR} = 7$.

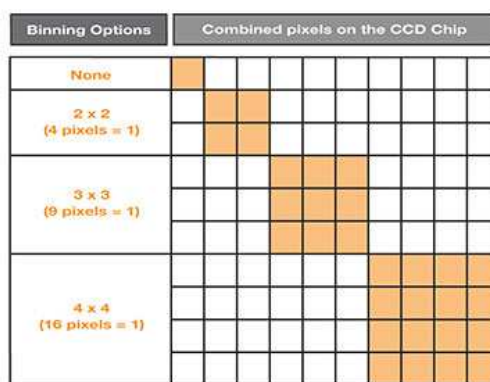
Taller de Fotometría Diferencial

- Escala de pixel y Seeing:** 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

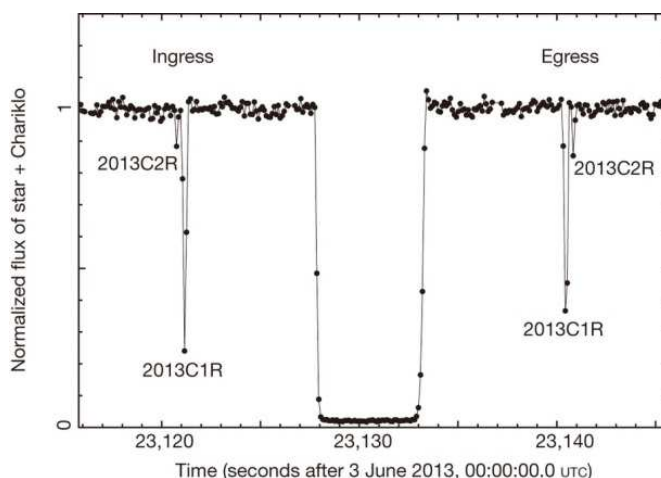


baja y lo definen pocos píxeles. Si la escala del pixel es pequeña (cada pixel observa poco cielo): se dispone una resolución espacial alta y muchos píxeles definen mejor el PSF, pero disminuye mucho la relación Señal-Ruido.

- Binning:** Es el proceso de combinar los píxeles vecinos de un sensor en un "super pixel". En ese super pixel, 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 1 super pixel, y en binning 3 x 3, la carga de un cuadrado de 9 píxeles adyacentes se combina en 1 super pixel. A mayor binnig:



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



Taller de Fotometría Diferencial

- **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. 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.
- **El color de las estrellas:** Una misma estrella tiene magnitudes diferentes, dependiendo del filtro con el que la observamos. Al telescopio se le pueden agregar filtros delante de la cámara, que solo dejan pasar la luz de un solo color de todo el espectro. Así una estrella que bajo un filtro nos parezca muy brillante, con otros filtros a lo mejor va a aparecer más débil. Cada estrella tiene una magnitud en cada uno de los filtros estandarizados. Encontramos estrellas azules en el cielo, con mayor temperatura superficial que el Sol y es por eso nos emiten luz azul; las estrellas rojas tienen temperaturas superficiales bastantes más bajas que el Sol. Es importante saber del color de la estrella, porque las magnitudes van a estar afectadas por el color que tenga y por el filtro utilizado. Si usamos un filtro de rojo, no quiere decir que toda la imagen sea de color roja, porque las CCDs representan las cuentas en escalas de grises. No obstante, si tenemos una estrella de color rojo, el filtro rojo dejará pasar la mayoría de la luz que nos estas enviando esa estrella y en la foto aparecerá brillante, pero otra estrella -azul por ejemplo- del mismo campo, vista con un filtro rojo, quedara más débil de lo que es en realidad. Es importante tener en cuenta cual es el filtro con el que estamos observando, si es que los usamos. De la misma manera: si leemos una magnitud deberemos saber con qué filtro se midió esa magnitud.
- **Observación sin filtros:** Cuando nos interesa conocer la “forma” en que se produce una variación de brillo de un objeto, o los “tiempos” en los que se producen esas variaciones o eventos, y no nos interesan los “valores exactos” de esos brillos, entonces puede que sea conveniente hacer observaciones sin filtro. Si el objeto tiene un brillo muy débil, o el telescopio es de poca apertura, utilizar todo el flujo de luz (sin filtrar) aumentará las posibilidades de medir esos parámetros (formas y tiempos). Ejemplos: cuando queremos conocer el período de rotación de un asteroide, interesa la forma de las curvas; cuando observamos el mínimo de un eclipse, interesa saber el tiempo en el que se produce el evento; cuando observamos el tránsito de un exoplaneta o la ocultación de una estrella por un asteroide, interesa conocer el momento del inicio y el de la finalización del evento. Cuando se observa sin filtros, se debe saber que se está receptando una parte importante del espectro de la luz, sin tener en cuenta el color de la estrella. Otro problema a tener en cuenta, es la eficiencia cuántica de cada cámara: las cámaras responden de manera diferente a los colores, y esas respuestas también son distintas en distintas CCDs. Es por ello que la magnitud que se obtenga al observar sin filtros, no van a estar estandarizadas. Los eventos que estamos observando en los actuales proyectos el GAF, en los que -además- solemos usar pequeños telescopios, no requieren del uso de filtros; sin embargo puede que en próximos proyectos debamos recurrir a ellos, y en ese caso deberemos profundizar el conocimiento del uso de filtros en la fotometría diferencial.

Taller de Fotometría Diferencial

- **Fotometría de apertura:** Es una forma de obtener la magnitud instrumental de un objeto. Consiste en calcular el brillo o flujo de una estrella, y se logra sumando el número de cuentas de todos los píxeles incluidos en un determinado “círculo de apertura”, restarles el valor del fondo de cielo correspondiente a ese círculo, y dividir el resultado por los segundos de exposición de la imagen.

Cuando se usaban fotomultiplicadores, se colocaba una placa opaca con un agujero (apertura) que dejaba pasar sólo la luz de la estrella que se quería medir. Algo parecido ocurría con las placas fotográficas para medir el brillo de las estrellas. El concepto también se aplica en las imágenes digitales, aunque acá no existe una placa opaca “física”, se logra el mismo efecto contando sólo la información de un círculo centrado en el centroide del PSF del objeto puntual.

- **Círculo de apertura:** El problema del círculo de lectura de la señal, es conocer de antemano el valor del radio de la apertura. Si el radio es muy pequeño, perderemos luz del borde del PSF de la estrella. Si el radio es muy grande, estaremos considerando más píxeles de los necesarios, con lo que estaremos introduciendo ruido a la medida del brillo. Como la intensidad de la señal decae al alejarnos del centro del PSF, la práctica indica que el diámetro del círculo de apertura debe ser de 3 a 5 veces el valor de FWHM. Generalmente se abarca toda la señal del objeto si se eligen esos los valores de apertura. Sin embargo, suele ser conveniente probar con diferentes radios de apertura hasta obtener el mejor resultado.

- **Anillo de fondo de cielo:** Una vez calculado el valor del radio de la apertura es necesario calcular el valor del cielo. Normalmente suele usarse un sector circular que no esté demasiado alejado de la estrella. Entre el círculo de apertura y el anillo de fondo de cielo, hay un anillo en el que no se toman los valores de esas cuentas, es el anillo “muerto” que sirve para separar la zona con señal del objeto de la zona donde se mide el fondo de cielo. La elección del tamaño del anillo (radio interno y externo) es una tarea fácil si el campo es pobre en estrellas, distinto es cuando el campo está repleto de estrellas: la densidad de estrellas dificulta medir el fondo de cielo “real”. El valor del fondo de cielo será la media de las cuentas de los píxeles dentro del anillo de fondo de cielo.

Flujo = suma pixeles (apertura) – área (apertura) * fondo de cielo

