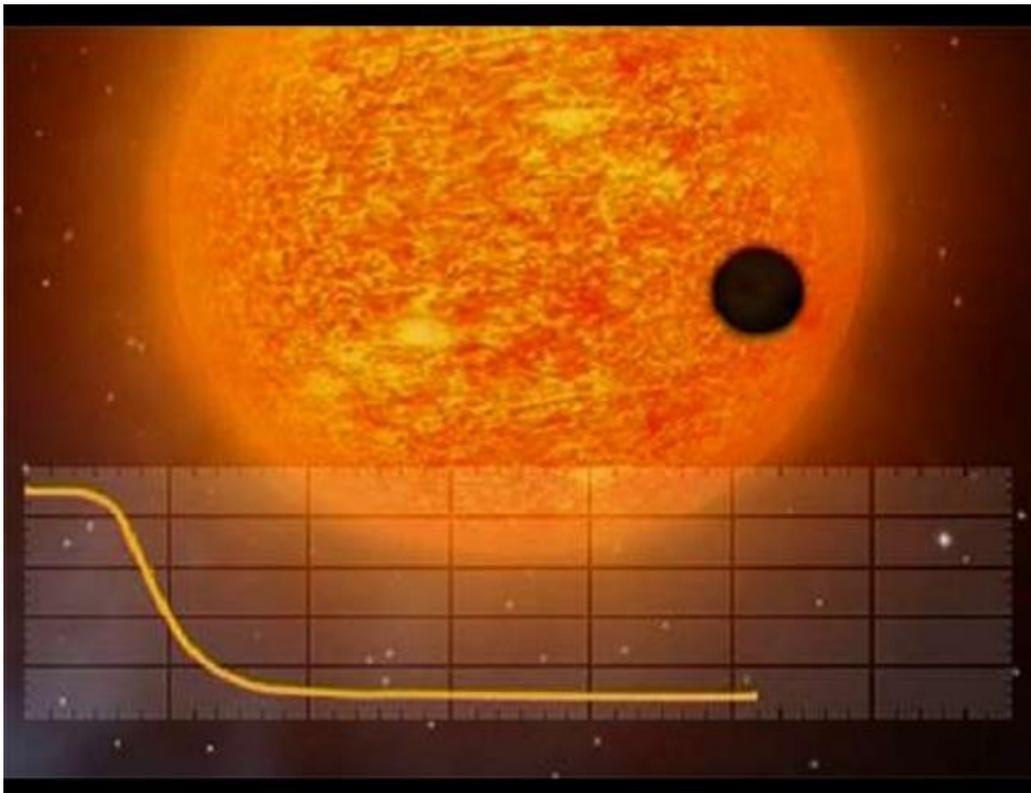


# OBSERVACION Y MEDICION DE EXOPLANETAS



David Molina Alonso  
<https://www.anunakiobservatory.es>

# INDICE

1. Introducción a la fotometría
  - 1.1. Fotometría absoluta
  - 1.2. Fotometría de síntesis de abertura
  - 1.3. Fotometría diferencial
  
2. Equipo necesario
  - 2.1. Telescopio
  - 2.2. Montura
  - 2.3. CCD
    - 2.3.1. El efecto fotoeléctrico
    - 2.3.2. La imagen latente
    - 2.3.3. Lectura de la imagen latente
    - 2.3.4. Linealidad y saturación
    - 2.3.5. Ganancia y rango dinámico
    - 2.3.6. Eficacia cuántica y curva espectral
    - 2.3.7. Otras especificaciones
  
3. Mediciones con CCD
  - 3.1. Archivos de imagen bias
  - 3.2. Archivos de imagen dark
  - 3.3. Archivos de imagen flat
  - 3.4. Linealidad CCD
  - 3.5. Tiempo de exposición
  
4. Planificación de observación
  - 4.1. Elección del objetivo
  - 4.2. Desenfoque intencional
  
5. Fotometría y tamaño de apertura
  - 5.1. Fotometría con MaximDL
  - 5.2. Fotometría con Fotodif
  - 5.3. Ejemplo practico
  
6. Metodología de observación
  
7. Conceptos básicos sobre Exoplanetas
  
8. Utilidades

Creado por David Molina, operador de telescopio del Observatorio Anunaki y miembro de la asociación astronómica AstroHenaes.

# 1. Introducción a la fotometría

La fotometría es la rama de la Astronomía que se dedica a medir el brillo de los diferentes astros, bien sean estrellas, planetas, satélites, asteroides, etc. La escala de brillos de las estrellas fue establecida por el astrónomo griego Hiparco de Nicea, quien dividió estos brillos en cinco grados o magnitudes; mas tarde, con la invención del telescopio por Galileo en 1609, se amplió la escala para incluir estos astros telescópicos, invisibles al ojo humano por su extrema debilidad.

En el s.XIX Norman Pogson determino correctamente la escala de magnitudes, de tal manera que el salto de una magnitud a otra (de 1ª a 2ª, 2ª a 3ª) corresponde a un cambio igual a  $2,512$  veces  $(100)^{1/5}$ , es decir cuando el brillo de una estrella es 100 veces mayor que el de otra, su magnitud es de 5 unidades menor.

Existen distintos métodos; fotometría visual, fotográfica, fotoeléctrica (con fotómetro fotoeléctrico) y más recientemente con cámaras CCD (fotometría CCD), todos permiten trabajar en distintas bandas (Banda V, Banda B, etc) según el filtro utilizado al efectuar las mediciones.

Para efectuar estas mediciones se han definido unos sistemas fotométricos, los más conocidos de los cuales son el UBV de W.W. Morgan y Harold Johnson y el UBVRI de A. Cousins y J.Menzies.

Si la precisión con la que se medían las magnitudes a mediados del s.XX era de una centésima, con el uso de la fotometría CCD se ha ampliado considerablemente llegando a la diezmilésima de precisión.

Tras la entrada en el mercado de las nuevas cámaras CCD la fotometría fotoeléctrica se ha visto relegada a ciertos campos, ya que la fotometría CCD es más rápida y precisa, obteniéndose ya precisiones de milésimas de magnitud con cualquier telescopio de aficionado: el límite de magnitud ha bajado por encima de la magnitud 18-19 en telescopios de sólo 20 cm de abertura pudiéndose llegar, con cielos oscuros y exposiciones de 600 segundos, a la magnitud 22; esto permite que se puedan efectuar gran cantidad de estudios fotométricos (curvas de luz de estrellas variables, cometas o asteroides) o colorimétricos (índice de color B - V, V - Rc o incluso fotometría Ic) antes reservados a grandes telescopios.

## 1.1 Fotometría absoluta

Este es el caso más general, en el que se pretende tomar medidas de unas cuantas estrellas diseminadas por el cielo y durante una fracción considerable de la noche. Para conseguir una buena transformación de las magnitudes instrumentales al sistema estándar es necesario observar un cierto número de estrellas de referencia (al menos 12 o 15, aunque el número ideal estaría en torno a 120) esparcidas a lo largo de la noche, con alturas diversas sobre el horizonte y con un rango de magnitudes e índices de color que englobe los que presumiblemente tengan las estrellas problema.

La comparación de las magnitudes en el sistema estándar con las magnitudes instrumentales obtenidas para las estrellas de referencia permite evaluar de qué manera está afectando la atmósfera y el instrumental empleado a las medidas fotométricas. Esta evaluación se lleva a cabo mediante la determinación de un conjunto de ecuaciones que permiten convertir las magnitudes instrumentales en magnitudes estándar con el mínimo error.

Las ecuaciones suelen incluir términos que dependen de la distancia cenital a la que se realiza cada observación, del color de cada estrella observada y, a veces, también del instante de la noche en que se midió cada estrella. Los coeficientes de cada término se determinan recurriendo al método matemático conocido como estimación por mínimos cuadrados.

Los errores asociados a la transformación al sistema estándar en fotometría absoluta pueden llegar a ser relativamente grandes (0.05 mag.), pero serán tanto menores y carentes de tendencias sistemáticas cuanto mayor sea el número de estrellas estándar consideradas y cuanto mejor recubran el rango de índices de color de las estrellas problema.

Para conseguir una fotometría estándar de calidad, la observación de estrellas estándar adecuadas cobra la misma importancia que la observación de las estrellas problema. Requisitos adicionales para la obtención de buenos resultados con este método son que las condiciones de observación sean buenas (buena transparencia atmosférica) y estables a lo largo de la noche.

## 1.2 Fotometría de síntesis de abertura

Bajo este pedante nombre se esconde un concepto de una sencillez extraordinaria. La técnica de síntesis de abertura se basa tan solo en sumar toda la luz que llega del objeto que se estudia y sustraer de esta cantidad la contribución de la luz de fondo. Aunque el concepto es sencillo, su realización practica no lo es tanto, puesto que, como veremos, estamos expuestos a una serie de pequeños errores que al acumularse pueden conducir a medidas incorrectas.

Hay que ser, por tanto, extremadamente cuidadosos en cada uno de los pasos.

El procedimiento esquemático es el siguiente:

1º - Es necesario hallar el centro exacto de la estrella que deseamos medir, una vez determinado este punto tomaremos una abertura grande a su alrededor y sumaremos toda la luz recibida y, finalmente, seleccionaremos otra zona cercana a la imagen, pero libre de estrellas para evaluar la contribución del fondo y restarla del valor anterior.

La determinación precisa del centro de una imagen estelar en la red de píxeles adquiere una importancia fundamental en el campo de la astrometría.

2º - Es la suma de la señal captada en una abertura de un cierto radio centrada en la estrella. Aparentemente una operación sencilla, pero ¿cuál es el radio adecuado para medir el brillo total de la estrella? La respuesta parece evidente: aquel que contenga toda la luz de la estrella en cuestión.

Como siempre, las cosas no son tan sencillas como parecen, y el perfil de una estrella se extiende mucho más allá de lo que uno podría imaginar, de forma que una abertura que contenga toda la luz tiene que ser muy grande. Sin embargo, para estrellas débiles un radio demasiado grande no es adecuado, ya que el ruido de fondo y de lectura perturbará excesivamente la medida. La elección de la abertura optima depende, pues, del brillo de la estrella.

Debemos tener también en cuenta que la abertura no puede ser arbitrariamente grande, pues de este modo se introduciría en la medida la contribución de otras estrellas cercanas.

No existe una fórmula mágica que proporcione la abertura con la que debemos trabajar, será una cuestión de practica y de sentido común. Sin embargo, como primera aproximación se acostumbra a aceptar que la abertura tuviera que ser alrededor de 4 o 5 veces mayor que el tamaño de la estrella. El tamaño de la estrella suele estimarse seccionando la imagen digital a

través del centro del astro y midiendo la anchura de la imagen estelar en la zona donde su altura es la mitad de la intensidad máxima de la estrella.

Debemos tener en cuenta de todas formas que, para estrellas brillantes, es decir, con un número de cuentas por píxel relativamente elevado, son preferibles aberturas grandes, y que, para estrellas débiles, es adecuado tomar aberturas más pequeñas aun a riesgo de no tener en cuenta toda la luz recibida.

Tampoco debemos olvidar que las aberturas con un número pequeño de píxeles están sujetas a errores mayores, ya que implican aproximar un círculo mediante un polígono irregular formado por píxeles. En este caso es aconsejable tener en cuenta las denominadas “correcciones de píxeles parciales”, que generalmente consideran los píxeles en el borde de la abertura como si estuvieran compuestos a su vez por 4 sub-píxeles con una cantidad de luz recibida igual a  $\frac{1}{4}$  de la total. De esta forma se consigue que la zona de la imagen considerada tenga mayor parecido con un círculo.

Algunos programas realizan cálculos de magnitud por síntesis de abertura empleando aberturas no circulares, sino cuadradas, con lo que podría parecer que se supera la necesidad de aplicar correcciones de píxeles parciales. En realidad, no es así, porque es adecuado que la abertura usada, sea circular o cuadrada, este ubicada en la posición del centro de la estrella, y esta posición está determinada normalmente con una precisión de fracciones de píxel: al situar un cuadrado en un punto que no coincide con el centro de un píxel, su borde interceptará fracciones de píxel necesariamente.

Una vez elegida la abertura y sumada la cantidad de luz de su interior, deberemos a continuación evaluar que, parte de ella es debida a la contribución del fondo. El fondo es la señal que recibiríamos en nuestra abertura si la estrella no estuviera. Sus principales componentes son la luz reflejada en el interior del telescopio o de la cámara CCD y la luz difusa del cielo, ya sea de origen humano o de origen natural, como la zodiacal o la luz de la Luna.

Para minimizar errores, la forma usual de determinar el fondo es teniendo en cuenta una región anular centrada en la estrella, lo suficientemente alejada de ella para evitar su influencia. además, el anillo debería contener un número elevado de píxeles de forma que la incertidumbre estadística del valor así determinado sea pequeña. Intuitivamente estamos tentados a tomar la medida aritmética de las intensidades de los píxeles contenidos en la región anular como el valor más adecuado del fondo. Pero debemos tener en cuenta que cualquier efecto causado por estrellas o galaxias débiles, por las alas de las estrellas brillantes, por rayos cósmicos, etc. tenderá a añadir una contribución positiva. Así pues, se toma generalmente como fondo el valor de un estimador estadístico denominado “moda”, que resulta menos afectado por la

contaminación que la media aritmética.

La moda de un conjunto de píxeles es, simplemente, el valor de intensidad más frecuente.

Es también frecuente determinar el fondo no mediante un anillo centrado en la estrella, sino por medio de una o varias aberturas circulares no demasiado alejadas de la estrella y libres de otros astros débiles.

Una vez realizados todos los pasos previamente descritos, podremos calcular la magnitud instrumental de la estrella problema siguiendo algunos pasos sencillos. Ante todo, hay que sumar la intensidad total de la estrella,  $I$ . Si con  $I_{xy}$  representamos el número de cuentas medio en el píxel situado en la fila  $x$  y columna  $y$  del detector, la intensidad total de la estrella es:

$$I = \sum_{Ix} I_{xy}$$

donde la suma se realiza no en toda la imagen, sino solamente en los píxeles contenidos dentro de la abertura centrada en la estrella y de las dimensiones elegidas (aquí puede ser necesario considerar la corrección de píxeles parciales). El siguiente paso es la sustracción de la contribución de fondo. Si  $I_{fon}$  es el nivel de cuentas estimado para un píxel del fondo en la zona donde se halla la estrella, la intensidad total  $I'$  corregida de fondo es:

$$I' = I - npixI_{fon}$$

donde  $npix$  es el área, medida en píxeles, de la abertura empleada para estimar la intensidad total  $I$  de la estrella. A continuación, debe convertirse la intensidad  $I'$  en el flujo  $F$  dividiendo entre el tiempo de exposición  $t$ :

$$F = \frac{I'}{t}$$

Finalmente, a partir del flujo  $F$  se obtiene la magnitud instrumental  $m$ :

$$m = a - 2,5\log(F)$$

donde  $a$  es una constante arbitraria para producir valores razonables, normalmente positivos y alrededor de 10. La elección de esta constante queda al criterio del observador, pero debe ser exactamente la misma para todas las estrellas que se vayan a tratar conjuntamente.

Todos los pasos anteriores se pueden sintetizar en una única expresión:

$$m = a - 2.5\log\left(\frac{\sum I_{xy} - npixI_{fon}}{t}\right)$$

Las magnitudes instrumentales así calculadas no se pueden comparar con los catálogos, pues no están referidas a un sistema estándar. Sin embargo, las diferencias de magnitudes instrumentales pueden considerarse una buena aproximación a las diferencias de magnitudes en el sistema estándar se trabaja con filtros normalizados correspondiente a algún sistema fotométrico determinado.

Realizar manualmente todos los pasos descritos para el cálculo de magnitudes instrumentales es sin duda un ejercicio instructivo, pero tan pesado y farragoso que no tiene sentido proceder de ese modo para tratar los datos de manera habitual. La solución es utilizar alguno de los programas de tratamiento de imágenes digitales disponibles, MaximDL, Focas, Astrometrica, etc.

### 1.3 Fotometría diferencial

La fotometría diferencial es la técnica adecuada para el estudio de los exoplanetas.

Para calcular las curvas de luz de las estrellas que albergan planetas extrasolares, vamos a emplear la fotometría, que como hemos visto anteriormente es una técnica que permite medir la intensidad luminosa emitida por un cuerpo celeste en una determinada longitud de onda.

Gracias a ella es posible establecer el índice de color de las estrellas, a partir del cual se obtiene su tipo espectral, temperatura, tamaño y distancia.

La fotometría mide la intensidad de flujo de energía que nos llega de un objeto, su magnitud aparente, que viene dada por la siguiente ecuación:

$$m = -2,5\log(I_a)$$

donde  $m$  representa la magnitud aparente de la estrella, e  $I_a$  el brillo percibido.

Sin embargo, el flujo que nos llega de una estrella no lo hace inalterado, sino que la atmósfera lo dispersa, disminuyendo su intensidad de forma diferente para cada longitud de onda.

A este fenómeno se le denomina extinción atmosférica. Igualmente, cada instrumento introduce también una variación en el flujo medido. Introduciendo estos efectos en la ecuación anterior, tenemos que:

$$m_{\lambda}^{Obs} = m_{\lambda} + K_{\lambda}X_z + C$$

siendo:

$m_{\lambda}^{Obs}$  la magnitud aparente medida por un observador en una longitud de onda  $\lambda$   
 $m_{\lambda}$  la magnitud aparente real del objeto en dicha banda (medida fuera de la atmósfera)  
 $K_{\lambda}$  es el coeficiente de extinción atmosférica en la longitud de onda  $\lambda$   
 $X_z$  es la masa de aire presente en el ángulo cenital  $z$   
 $C$  es la constante instrumental dada por el equipo involucrado en el proceso de medición

Conocidos dichos parámetros es posible despejar el término y obtenemos que:

$$\begin{aligned} m_{\lambda} &= m_{\lambda}^{Obs} - K_{\lambda}X_z - C \\ m_{\lambda} &= -2,5\log(I_{obs}) - K_{\lambda}X_z - C \end{aligned}$$

donde:

$m_{\lambda}$  es la magnitud aparente efectiva de la estrella  
 $I_{obs}$  es la intensidad luminosa medida a partir de la fotografía tomada  
 $K_{\lambda}$  es el coeficiente de extinción atmosférica  
 $X_{\lambda}$  es la masa de aire representada en un ángulo cenital  $Z$   
 $C$  es una constante instrumental específica

Sin embargo, en las fotografías, generalmente, además del objeto que estamos estudiando suele haber otras estrellas con respecto a las cuales es posible determinar los cambios de brillo que presenta nuestro objeto. En ello se basa la técnica de la fotometría diferencial.

La diferencia entre magnitudes de dos estrellas presentes en la misma imagen se puede expresar de la siguiente forma:

$$\forall m_{\lambda Obs} = m_{1\lambda Obs} - m_{2\lambda Obs}$$

Sustituyendo en la ecuación previa:

$$\forall m_{\lambda Obs} = (m_{1\lambda} + K_{1\lambda} X_{1z} + C_1) - (m_{2\lambda} + K_{2\lambda} X_{2z} + C_2)$$

Como los dos objetos se encuentran en la misma fotografía, el coeficiente de extinción atmosférica  $K_{sub\lambda}$ , la masa de aire  $X_z$ , y la constante instrumental  $C$ , son iguales para ambas magnitudes aparente. De esta forma la expresión anterior se reduce a:

$$\forall m_{\lambda} = m_{1\lambda} - m_{2\lambda}$$

Aplicando a la ecuación anterior:

$$m_{1\lambda} - m_{2\lambda} = [-2,5 \log(I_{a1})] - 2,5 \log(I_{a2})$$

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log\left(\frac{I_{a1}}{I_{a2}}\right)$$

A la expresión última se la conoce como ecuación de Pogson

Con ello hemos demostrado teóricamente lo siguiente:

1. la fotometría diferencial no precisa condiciones climáticas perfectas como las denominadas “noches fotométricas” en alusión a las requeridas para la fotometría absoluta.

2. ni conocer la constante instrumental  $C$  ni el coeficiente de extinción, ya que las variaciones medidas en la intensidad del flujo luminoso de una estrella, son medidas con respecto a otro objeto presente en la fotografía y por tanto

afectado en igual medida por dichos efectos.

Así justificamos la elección de este método como el adecuado para obtener las curvas de luz de las estrellas que son orbitadas por exoplanetas.

## 2. EQUIPO NECESARIO

### 2.1 Telescopio

Como ya conocerá todo astrónomo aficionado la máxima, “la abertura importa”, también a la hora de observar exoplanetas se cumple. Aun así, se pueden realizar muy buenos trabajos con telescopios de medianas aberturas de 8”- 14”, e incluso menores, aunque serán más detecciones, que mediciones.

Tengamos en cuenta que los primeros tránsitos se detectaron con instrumentos de pequeña abertura, fue el caso de STARE y de numerosos proyectos de búsqueda como SuperWASP que emplean objetivos de hasta 8 cm de abertura. Es decir, si quieres puedes. Alcanzarás tránsitos más o menos profundos, con más o menos dispersión y error de medida, pero el tránsito se manifiesta.

### 2.2 Montura

El tema de la montura es quizá, un poco más complejo, pues cada uno tiene sus preferencias marcas, modelos, etc. Será necesario una montura motorizada con sistema Go-to y controlable a través de PC. A la hora de observar exoplanetas es aconsejable una montura azimutal sobre cuña ecuatorial, pues los cambios de meridiano en monturas ecuatoriales alemanas, no nos van a ayudar demasiado.

Digamos que, si en medio de un tránsito y cuando menos masa de aire encontramos, debemos de cambiar de meridiano, encuadrar, guiar, etc. el tiempo empleado se verá reflejado en pérdida de tomas y por lo tanto pérdida de medidas.

Aun así, muchos astrónomos aficionados utilizan este tipo de monturas para observar exoplanetas, pues, aunque no sean quizá la más idóneas, en los últimos años se ha incrementado mucho la cantidad de marcas y modelos en las mismas.

### 2.3 CCD

Hasta hace unos años, las técnicas al alcance de los estudiosos del cielo no profesionales se limitaban a la observación visual y, para los más mañosos y dedicados, la fotografía. Desde los años setenta, los aficionados con más formación, tiempo y dinero, pudieron introducirse en el campo de la fotometría fotoeléctrica .

Los años noventa revolucionaron la astronomía amateur con la irrupción

de las famosas cámaras CCD, un tipo de detector de grandes prestaciones. Sin exagerar su utilidad, hay que reconocer que el empleo riguroso de estos dispositivos, de precio parecido a de un ordenador personal, permite alcanzar resultados relevantes en fotometría, astrometría y otras disciplinas.

Las siglas CCD provienen del inglés charge-coupled-device, nombre que se traduce como dispositivos de carga acoplada. Este dispositivo consiste en una superficie sólida sensible a la luz, dotada de unos circuitos que permiten leer y almacenar electrónicamente las imágenes proyectadas sobre ella. El conjunto formado por el detector, los circuitos, su carcasa y otros complementos diversos (como sistema de refrigeración, etc) constituye la cámara CCD propiamente dicha.

Vamos a explicar detalladamente el funcionamiento de una cámara CCD y su uso en los siguientes apartados.

### 2.3.1. El Efecto fotoeléctrico

El funcionamiento de los CCD se basa en el fenómeno físico del efecto fotoeléctrico. La descripción del efecto fotoeléctrico constituye una de las contribuciones principales de Albert Einstein a la teoría cuántica, y fue este trabajo (y no la teoría de la relatividad) el que le valió la concesión del premio Nobel en 1992.

Ciertas sustancias tienen la propiedad de absorber cuantos, de luz, o fotones, y liberar un electrón. Este principio permite la construcción de los paneles solares fotovoltaicos, en los que los electrones generados al incidir la luz, son recogidos y convertidos en corriente eléctrica. El mismo material que suele emplearse en los paneles solares, el silicio, es la materia prima para la fabricación de los detectores CCD.

Un CCD típico consiste en una placa rectangular de silicio de unos 125,250 o hasta 500 micrómetros de grosor y de varios milímetros de lado, sobre la cual se implanta una serie de estructuras que permiten capturar y analizar los electrones generados en el silicio gracias al efecto fotoeléctrico.

### 2.3.2 La imagen latente

Sobre la placa de silicio se estampan unos circuitos microscópicos organizados en varias capas. Estos añadidos a la superficie del silicio constituyen una tupida red de electrodos. Cada trio de electrodos actúa como una trampa electrostática que acumula a su alrededor los electrones generados en la masa de silicio. El electrodo central de cada trio se carga con un voltaje ligeramente positivo, mientras que los dos laterales se mantienen con potencial

nulo.

Así, los electrones, cuya carga es negativa, se van acumulando alrededor del electrodo central del tríó mas cercano, a medida que la luz incide en el detector. Los tríos de electrodos se disponen alineados en columnas. Un cierto numero de columnas ubicadas unas junto a otras recubre la totalidad del CCD, separadas por barreras estáticas trazadas sobre ele silicio con una sustancia a la que los físicos llaman “material dopado del tipo p”, un material que genera un potencial negativo permanente al entrar en contacto con el silicio, lo que repele a los electrones y evita que puedan emigrar de una columna a la contigua. Las lineas de electrodos consideradas perpendicularmente a las columnas se llaman filas.

Cada tríó de electrodos es una pieza elemental del detector y corresponde a una punto de la imagen digital final: un píxel. El tamaño físico del píxel viene determinado, pues, por el espaciado entre tríos de electrodos en una dirección, y por la distancia entre las columnas de material dopado en la otra. Las dos dimensiones pueden ser distintas, aunque resulta muy conveniente que sean iguales (que los píxeles sean cuadrados), pues esto simplifica el tratamiento posterior de los datos obtenidos. Las dimensiones lineales típicas de los píxeles en las cámaras de aficionado actuales son de entre 4 a 25  $\mu\text{m}$ .

Para usar la cámara CCD, el detector se coloca en el plano focal de un objetivo, tal y como se haría con una película fotográfica. A continuación se abre el obturador y se permite que la luz incida sobre la superficie de silicio durante cierto tiempo. Los fotones se convierten en electrones que se van acumulando alrededor de los minúsculos electrodos.

Cuando la exposición ha acabado, la imagen esta latente, convertida en electrones, en el interior del CCD. El siguiente paso necesario es su lectura y almacenamiento.

### 2.3.3 Lectura de la imagen latente

La lectura de la imagen latente se efectúa en un proceso muy ingenioso llamado transferencia de carga. El mecanismo se basa en jugar con los voltajes aplicados a los tres electrodos que forman cada píxel. En la situación de partida, inmediatamente del fin de la exposición, el electrodo central de cada píxel tiene carga positiva y carga nula los dos laterales. Los electrones almacenados en torno al electrodo central. En la segunda fase del proceso, el electrodo derecho de cada píxel incrementa paulatinamente su potencial hasta igualar al electrodo central, con lo que los electrones tienen libertad para moverse entre el electrodo central y el de la derecha. En la tercera y última fase, se reduce poco a poco el potencial del electrodo central hasta anularlo. Mientras se realiza esa operación, los electrones que antes tenían cierta libertad para elegir un electrodo u otro, se ven forzados a acumularse alrededor del electrodo derecho. El resultado global de las tres fases descritas es que la carga se ha desplazado un electrodo a la

derecha. A continuación, se repite el proceso, pero jugando no con los electrodos central y derecho de cada píxel, sino con los electrodos derecho e izquierdo.

El electrodo izquierdo de cada píxel incrementa su potencial hasta igualar el voltaje del electrodo derecho. Así, los electrones acumulados alrededor del electrodo derecho de un píxel pueden moverse libremente entre este lugar y el electrodo izquierdo del píxel contiguo. Acto seguido, se reduce el potencial de los electrodos derechos hasta anularlo.

De este modo, los electrones que al final de la exposición de la imagen yacían en el electrodo central de cada píxel, ahora se hallan en el electrodo izquierdo del píxel contiguo.

En un último paso, se procede a aumentar de nuevo los voltajes de los electrodos centrales y a anular los de los electrodos izquierdos. Los electrones migran a los electrodos centrales, y el resultado es que toda la carga de las columnas del CCD se habrán desplazado un píxel entero hacia la derecha.

El mecanismo de transferencia de carga, puesto en marcha en todas las columnas a la vez, desplaza la imagen entera una fila por cada tres ciclos elementales.

Pero, ¿qué ocurre con la última fila del detector? Efectivamente, los últimos electrodos de cada columna no tienen compañeros a quienes transferir su contenido. En este lateral del detector hay siempre una hilera adicional de electrodos que no recibe luz y que se emplea en el proceso de lectura de las imágenes. Se llama canal de lectura, y se encarga de recoger los electrones de la última fila en cada ciclo de transferencia de carga. Cuando el canal de lectura contiene los electrones procedentes de la última fila, recibe la orden de mover píxel a píxel, mediante el mismo proceso de transferencia de carga, y de ir vertiendo al dispositivo de medida externo, formado por un amplificador y otros aparatos electrónicos.

Esta operación de traspaso de electrones del detector al canal de lectura y del canal de lectura al amplificador de salida se repite tantas veces como sea necesario, hasta que todos los píxeles de la imagen hayan sido evaluados. Entonces la imagen esta codificada numéricamente en la memoria del ordenador que controla la cámara CC, y puede ser representada en el monitor o grabada en un disco.

A veces ocurre que un electrodo de un píxel es defectuoso y no obedece las ordenes de cambio de potencial enviadas por la electrónica de la cámara. Un píxel afectado por semejante defecto se denomina píxel muerto. Un píxel muerto tal vez no acumule electrones o, caso de acumularlos, puede no ser capaz de transferirlos a los píxeles vecinos en el proceso de lectura. En

consecuencia, este píxel y todos los que le preceden son inaccesibles a la lectura y no producen datos útiles. Un CCD con un píxel muerto presenta el rasgo inconfundible de contar con una columna siempre negra desde el píxel en cuestión hasta el borde opuesto a la ubicación del canal de lectura.

#### 2.3.4. Linealidad y saturación

Una de las características más notables de los CCD es su carácter de detector lineal. Esto quiere decir que la intensidad registrada en cada píxel en forma de electrones es proporcional a la luz incidente. En otras palabras, si en una imagen un píxel contiene  $x$  electrones y en otra imagen el mismo píxel contiene  $2x$  electrones, seguro que la segunda vez la intensidad de la luz incidente sobre el píxel fue justo el doble.

Esta propiedad, que podría parecer una perogrullada, no lo es en absoluto. De hecho, son pocos los detectores estrictamente lineales en astronomía. En fotografía, por ejemplo, si se duplica la intensidad de la luz, la densidad de la mancha oscura en el negativo no se duplica. La relación no es lineal. Esto complica mucho las medidas fotométricas con fotografía química. Con los CCD, en cambio, todo es más fácil.

Sin embargo, el comportamiento lineal de un CCD tiene sus límites. El más obvio es el umbral de saturación. Cuando incide mucha luz sobre el detector, la cantidad de electrones generados puede ser tan grande que los electrodos no sean físicamente capaces de retenerlos. Desde ese momento, más luz no añade más electrones detectados: el detector se ha saturado. La saturación, de hecho, no suele ocurrir en todo el detector a la vez, si no en los píxeles más iluminados. Cuando un píxel se satura, los electrones que no pueden ser retenidos por sus electrodos emigran a lo largo de la columna hacia los electrodos centrales de píxeles contiguos. Por eso es frecuente en las imágenes astronómicas digitales ver estrellas brillantes que vierten luz en franjas perfectamente rectas y largas.

El parámetro que mide el límite de acumulación de carga por los electrodos se llama "capacidad del píxel" (full-well capacity), y debe constar entre las especificaciones dadas por el fabricante. Sus valores típicos son de unos cientos de miles de electrones.

Normalmente, la linealidad deja de ser perfecta antes de que alcance la capacidad del píxel, porque los electrones ya acumulados actúan a modo de pantalla electrostática que reduce la carga positiva efectiva del electrodo.

### 2.3.5. Ganancia y rango dinámico

La imagen digital consiste en una tabla de números que indican la intensidad registrada en cada píxel. Pero los números almacenados no significan la cantidad de electrones hallados en cada electrodo.

La cantidad de electrones en un electrodo puede llegar a ser de decenas 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. Así, lo que se registra en el archivo no es la cantidad de electrones, sino el número de cuentas obtenido al hacer la división. También conocido como ADU a las cuentas (del inglés analog-to-digital units)

La ganancia, por tanto, se mide en electrones por cuenta, unidad que representaremos con el símbolo  $e^-/C$ . Algunos parámetros de la cámara, como el ruido de lectura o la corriente de oscuridad, pueden expresarse indistintamente en cuentas o en electrones. Para pasar de electrones a cuentas, divisase entre la ganancia. Para pasar de cuentas a electrones, multiplíquese por la ganancia. Hay que advertir que algunos autores especifican la ganancia no en electrones por cuenta, sino en cuentas por electrón. Conviene tener en cuenta, también, que algunos autores llaman sensibilidad a la ganancia.

Dar las especificaciones de una cámara en cuentas es mucho más practico para el usuario, puesto que nunca se trabaja con numero de electrones directamente, sino con numero de cuentas. Sin embargo, un nivel de cuentas carece de significado físico si no se acompaña de la ganancia de la cámara. Para realizar comparaciones de unos detectores con otros, es preferible traducir los parámetros a electrones multiplicando por la ganancia ( o dividiendo entre ella si se define no en electrones por cuenta, sino en cuentas por electrón.).

Los programas de uso de las cámaras suelen almacenar las cuentas como números enteros, y cada modelo de cámara tiene un intervalo de intensidades limitado.

Las cámaras más sencillas generan niveles de cuentas entre 0 y 256. las cámaras profesionales suelen registrar intensidades entre 0 y 65536 cuentas. El intervalo de valores concreto de cada cámara se conoce como su “rango dinámico”.

Desde luego, para alcanzar la mayor precisión fotométrica interesa un rango dinámico grande, pero esto incrementa mucho el espacio ocupado por los archivos de imágenes.

La electrónica de cada cámara CCD asigna un cierto espacio de memoria determinado para almacenar los valores de intensidad medidos en cada píxel. Los espacios de memoria se miden en bits, o sea, en unidades lógicas mínimas que pueden adoptar los valores 0 o 1. Si una cámara es de 8 bits, esto quiere decir que se reserva 8 bits para registrar el valor de intensidad de cada píxel, y por tanto es capaz de distinguir  $2^8 (=256)$  niveles de intensidad. Así el rango dinámico de una cámara puede medirse o bien mediante el número de niveles de intensidad que distingue, o mediante el número de bits que reserva para cada píxel.

Si  $n$  es el número de bits de una cámara, su rango dinámico es  $2^n$ .

Existen en el mercado de aficionados cámaras de 8 hasta 16 bits, cuyos rangos dinámicos varían, pues, de 256 hasta 65536.

Conocida la capacidad del píxel en electrones y el rango dinámico de la cámara, vale la pena comprobar si la ganancia de la cámara aprovecha bien su potencial. Algunas cámaras CCD permiten elegir la ganancia a gusto del usuario. Cada observador puede optar por un valor pequeño (para detectar detalles nebulares sutiles) o elevado (para medir correctamente astros de brillos diversos), pero sin sobrepasar nunca el límite dado por:

$$Ganancia\acute{m}axima(e^-/C) = \frac{capacidad\ del\ p\acute{i}xel\ (electrones)}{rango\ din\acute{a}mico\ (cuentas)}$$

Mas allá de este limite la saturación ocurriría a niveles de cuentas inferiores al rango dinámico. En la práctica, conviene incluso ser algo más conservadores, pues como queda dicho la respuesta de la cámara deja de ser lineal antes de llegar a la saturación total de los electrodos.

Para la mayoría de las aplicaciones, interesa que el nivel máximo de cuentas corresponda a un numero de electrones algo inferior a la capacidad del píxel. Por ejemplo, con una cámara con capacidad de píxel de 400.000 electrones y con un rango dinámico de 65536 cuentas, una ganancia no superior, por ejemplo de 8, haría corresponder el máximo de cuentas (65536) con 525300 electrones, bastante más allá de la capacidad del píxel, con lo que se inutilizaran los niveles de cuentas desde 44000 (correspondiente al límite esperable de linealidad ,alrededor de 350.000 electrones) hasta el máximo.

Cuando no se trata de obtener fotometría de calidad de estrellas de brillos variados, sino de registrar detalles sutiles de estructuras débiles en nebulosas o galaxias, puede interesar una ganancia que acumule una gran cantidad de niveles de cuentas en un rango de intensidades pequeño, o sea, una ganancia

pequeña. En la cámara por ejemplo anterior, una ganancia de  $3 \text{ e}^-/\text{C}$  requeriría disponer de 120.000 niveles de cuentas para cubrir todo el intervalo entre cero y la capacidad del píxel, lo que imposibilita la medida de los objetos brillantes detectados. Sin embargo, esta ganancia permite una gran resolución de niveles de brillo en zonas donde la iluminación es muy baja.

### 2.3.6. Eficacia cuántica y curva de espectral

Cuando los fotones inciden en la placa de silicio de un detector CCD, solo son detectados si provocan la excitación de al menos un electrón que además debe ser captado por un electrodo cercano. El rendimiento con que se ocurre este proceso determina la sensibilidad a la luz de un detector, y es una de las características principales de una cámara CCD. Este parámetro se mide mediante la cantidad llamada "eficacia cuántica". Un detector que registrara la totalidad de los fotones incidentes tendría una eficacia cuántica del 100%, mientras que un CCD muerto no detectara nada y tendría, pues una eficacia cuántica del 0%.

La eficacia cuántica de un CCD incluye contribuciones de diferentes procesos físicos, como la reflexión en la superficie del silicio (un foton reflejado ha incidido, pero no se detecta), la pérdida de electrones por recombinación antes de ser confinados por los electrodos, etc. Las mejores cámaras incorporan ciertos refinamientos para contrarrestar algunos de estos efectos y mejorar así la eficacia cuántica. Por ejemplo, es posible tratar la superficie expuesta a la luz con una película antirreflejante.

La eficacia cuántica de un CCD no es la misma para todos los colores de la radiación incidente. Aunque las cámaras profesionales modernas superan estos valores, los buenos detectores comerciales llegan a eficacias superiores al 60% para la luz roja, pero parecidas o inferiores a la mitad de ese valor en el azul. La sensibilidad de los CCD cae prácticamente a cero en el infrarrojo (ondas largas) y en el ultravioleta (ondas cortas) cercanos. Las cámaras comerciales para aficionados suelen tener serios problemas para detectar la radiación muy azul o violeta (no digamos ya ultravioleta). La curva que describe la eficacia cuántica como función de la longitud de onda de la luz se conoce como la "curva de sensibilidad espectral" del detector.

Las razones de este comportamiento en la eficacia cuántica de los CCD es distinta para los dos extremos del espectro visible. La caída de la sensibilidad hacia las longitudes de onda largas se debe a la física de la interacción entre el silicio y la luz. El silicio sencillamente, se vuelve casi transparente a la luz infrarroja y no interactúa con ella, con lo que no se generan electrones y no se produce detección. En el extremo de las longitudes de onda cortas la situación es otra.

El silicio es muy eficaz al convertir la luz azul o ultravioleta en electrones, pero ocurre que los detectores más sencillos reciben la luz en la cara de la pastilla de

silicio en la que están implantadas las hileras de electrodos (front-side illuminated CCD's).

Los electrodos dejan pasar bien la luz de longitudes de onda intermedias, pero son prácticamente opacos a la luz muy azul o ultravioleta.

Las medidas fotométricas en la zona azul del espectro son muy importantes, y por ello los fabricantes han ideado distintos recursos para hacer sus detectores sensibles a las longitudes de onda cortas.

Una de las soluciones empleadas es la de los CCD tratados con un recubrimiento fosforescente, una sustancia que absorbe los fotones de longitud de onda corta y los remite en otra longitud de onda más larga, a la que los electrodos son transparentes.

Estos tratamientos superficiales (coatings) no son perfectos y tienen el inconveniente de que los fotones de longitud de onda elevada remitidos pueden salir despedidos en cualquier dirección, con independencia de la procedencia del fotón azul absorbido. Aun así, los resultados conducen a medidas útiles en estas bandas espectrales.

Otra solución, accesible hasta ahora tan solo para los profesionales, es la de emplear dispositivos iluminados "desde atrás", que reciben la luz sobre la cara del silicio no ocupada por los electrodos. Esta idea implica una dificultad notable, y es que los grosores usuales de las pastillas de silicio son tales que los fotones que penetran en el material desde atrás son absorbidos demasiado pronto y producen los electrones demasiado lejos de los electrodos como para que la detección sea eficaz. Esta pérdida es tanto más importante cuanto más interactivo con el silicio sea el fotón incidente, y ocurre que las luces azul y ultravioleta son las que antes interactúan con el silicio. La única solución es producir placas de silicio adelgazadas (thinnes back-side illuminated CCD). Es necesario reducir el grosor del silicio hasta 15, 10 o menos micrómetros. Esto incrementa el costo del producto de manera astronómica, a la vez que reduce la sensibilidad en las longitudes de onda largas.

Aun así, parece ser esta la solución ideal, y solo queda esperar a que la tecnología progrese lo suficiente como para que el CCD adelgazado e iluminado desde atrás sea accesible a los aficionados.

### 2.3.7. Otras especificaciones de una cámara

Aparte de las especificaciones comentadas más arriba, y además de las obvias (tamaño del detector, tamaño del píxel, etc), hay varios parámetros muy importantes y que es fundamental conocer para evaluar la calidad y acotar las aplicaciones de una cámara.

En el proceso de lectura de la imagen latente, la amplificación y recuento de los electrones es un paso que, debido a su naturaleza intrínseca, implica un cierto margen de error. Por tanto, los electrones no se convierten en cuentas con precisión absoluta, si no que toda medida extraída de un píxel está afectada por cierto grado de incertidumbre, llamado, “ruido de lectura”. El ruido de lectura es una propiedad estable de cada cámara, y debe constar (en electrones o en cuentas) entre los datos ofrecidos por el fabricante.

**Ruido de lectura:** es una contribución muy importante al ruido total de las imágenes. Tiene su origen en los errores aleatorios e inevitables que se producen durante la lectura de la imagen, en el proceso de amplificación y recuento de los electrones captados en cada píxel. La existencia del ruido de lectura de tenerse en cuenta siempre, pues afecta a todos los pasos de obtención y tratamiento de imágenes. digitales.

Cada cámara tiene un nivel propio de ruido de lectura, que debe constar entre las especificaciones dadas por el fabricante. En caso de desconocer el valor del ruido de lectura en una cámara, o si desea comprobar si la especificación del fabricante es fiable, es posible determinar este parámetro con bien poco esfuerzo siguiendo el método que se describe a continuación.

Para determinar el valor de ruido de lectura hay que partir de dos imágenes. independientes obtenidas exactamente en las mismas condiciones. Lo mejor para este fin es registrar dos tomas consecutivas sin que incida luz alguna sobre el detector y con tiempo de integración nulo. Estas imágenes. no estarán llenas ceros uniformemente por tres razones, a saber:

- 1) El ruido térmico, que será poco importante gracias al breve tiempo de integración. Podría parecer que con un tiempo de integración nulo el ruido térmico debería estar ausente, pero no es así, porque durante el tiempo de lectura de la imagen se acumulan electrones térmicos. Del mismo modo, en una imagen de integración nula pueden aparecer impactos de rayos cósmicos que inciden en el detector mientras se está procediendo a su lectura.
- 2) El nivel general positivo que cada cámara añade siempre a todas las imágenes, llamado “corriente de polarización” (bias current)

- 3) El ruido de lectura, que se manifiesta como una oscilación aleatoria en torno al valor promedio de la imagen.

Si las dos imágenes se han obtenido en condiciones idénticas, las contribuciones 1 y 2 serán iguales (salvo, tal vez, rayos cósmicos), de modo que si se halla la diferencia de las dos se obtendrá una imagen que en promedio valdrá 0, pero que mostrará las oscilaciones debidas al ruido de lectura de las tomas de partida.

El siguiente paso que debe realizarse es analizar la imagen que resulta de la resta mediante un programa de tratamiento de imágenes. Este tipo de programas suele permitir el cálculo de la intensidad promedio de una imagen y, simultáneamente, casi siempre ofrece la desviación estándar o dispersión,  $\sigma$ , de los valores alrededor de esa media. Dividiendo la dispersión entre  $\sqrt{2}$  resultara el ruido de lectura de la cámara, medido en cuentas:

$$r = \frac{\sigma}{\sqrt{2}}$$

Conviene repetir el cálculo varias veces, a partir de pares distintos de tomas oscuras de tiempo de integración nulo, y quedarse con el promedio de los valores obtenidos.

El efecto fotoeléctrico no es la única manera de extraer electrones del silicio. La agitación de extraer electrones del silicio. La agitación térmica también levanta electrones de esta sustancia y es, por tanto, fuente de alteraciones en las medidas.

La contribución térmica a los electrones captados con el CCD se llama “corriente de oscuridad” (pues ocurre incluso cuando no incide luz sobre el detector). Depende en gran medida de la temperatura, puede describirse de diversas maneras (por ejemplo, numero de electrones térmicos acumulados por segundo a una temperatura determinada) y debe constar entre las especificaciones dadas por el fabricante.

**Corriente de oscuridad:** La absorción de fotones no es, por desgracia, la única manera de liberar electrones en los cristales semiconductores de silicio. La propia agitación térmica del material hace que salten electrones sin parar. Así, los electrodos de un CCD capturan electrones aun cuando el detector no reciba el impacto de un solo fotón.

La producción de estos electrones térmicos, la llamada “corriente de

oscuridad”, “corriente oscura” o “ruido térmico”, crece exponencialmente con la temperatura. Por eso para limitarla es muy importante refrigerar la cámara CCD tanto como sea posible. Los instrumentos de aficionado suelen emplear dispositivos termoeléctricos capaces de rebajar la temperatura en algunas decenas de grados centígrados respecto del ambiente.

Las cámaras profesionales suelen refrigerarse a  $120^{\circ}\text{C}$  bajo cero por evaporación de nitrógeno líquido. Esta refrigeración drástica y los refinamientos técnicos que incorporan, hacen que las cámaras profesionales estén casi libres de ruido térmico. No es así en el caso de los CCD comerciales, más toscos y menos refrigerados.

Los dispositivos termoeléctricos añaden el inconveniente de que su efecto es relativo, rebajan la temperatura del detector partiendo de la del ambiente, por lo que cualquier cambio de temperatura ambiente repercute al instante en el detector. La evaporación de nitrógeno, en cambio, proporciona más estabilidad, pero implica unas dificultades logísticas y técnicas importantes.

El ruido térmico es diferente, en general, en distintas zonas del detector.

Además, se acumula con el tiempo, lo que hace que su efecto sea distinto para tomas de diferente exposición. La calidad del silicio usado en la manufactura del CCD es un factor determinante de la intensidad del ruido térmico.

La zona del CCD más activa en la generación de electrones térmicos es la interfaz entre el silicio y los electrodos, lo que produce una distribución de corriente de oscuridad por toda la imagen. Otra fuente de electrones térmicos son los defectos en la red cristalina del silicio, que provocan la aparición de cierta estructura en el patrón observado de la corriente de oscuridad, con rasgos a gran escala y también “puntos calientes” localizados en ciertas zonas, a veces en píxeles aislados.

La corriente oscura tiene causas físicas que dependen del entorno y de la naturaleza del dispositivo de carga acoplada, por lo que es posible estimarla y corregirla. Se emplean para ello las llamadas “tomas oscuras” (darks), imágenes obtenidas cuando la cámara no recibe iluminación alguna.

En nuestra descripción de la corriente de oscuridad estamos incluyendo una contribución de origen diferente al ruido térmico: la “corriente de polarización”. Se trata de un nivel uniforme de fondo añadido de manera intencionada por la electrónica de la cámara durante el proceso de lectura, para evitar que el ruido de lectura pueda generar cuentas negativas en zonas de baja intensidad luminosa. Es fácil comprobar la existencia y el valor aproximado de la

corriente de polarización (bias current) obteniendo imágenes sin que la cámara reciba luz y con tiempo de integración nulo. Aunque en las cámaras profesionales suele darse un tratamiento separado al ruido térmico y a la corriente de polarización, en las de aficionado es más conveniente englobar ambos conceptos en uno solo.

Para regular los tiempos de exposición de las tomas, la cámara debe contar con algún tipo de dispositivo obturador. Entre las cámaras sencillas son muy frecuentes los obturadores “electrónicos”, que en esencia equivalen a la ausencia de obturador.

Simplemente, la superficie del detector es sometida a un proceso de barrido de carga constante, hasta el momento de iniciar la exposición. Este método de obturación presenta varios inconvenientes. En primer lugar, nunca deja de incidir la luz sobre el detector, con lo que se sigue acumulando señal durante el proceso de lectura de la imagen latente, lo cual deteriora los resultados. La imposibilidad de cerrar el acceso de luz al CCD (si no es tapando el telescopio) dificulta la obtención de tomas oscuras, necesarias para corregir la corriente de oscuridad.

Son más aconsejables, aunque también más caros, los obturadores mecánicos, que permiten controlar físicamente y de manera segura el acceso de luz al interior de la cámara CCD. En determinados casos, los obturadores mecánicos pueden dar lugar también a dificultades.

Los obturadores electrónicos son, hoy por hoy, los más extendidos entre las cámaras de aficionado. Por ello no está demás comentar brevemente su funcionamiento.

Existen dos tipos de obturadores electrónicos: los de transferencia matriz y los de transferencia de línea. En ambos casos, el inicio de la exposición tiene lugar cuando cesa el proceso de barrido constante de la carga del detector, pero se diferencian en el modo de interrumpir la toma al final del tiempo de integración.

- 1) CCD transferencia matriz: al terminar la exposición, la totalidad de la imagen latente es transferida con la mayor rapidez posible (una fracción de milisegundo) a una región adyacente del detector que está protegida con una máscara y, por tanto, no recibe luz: la región de almacenamiento. A continuación, la imagen latente es leída a partir de la región de almacenamiento continuando incidiendo luz sobre el detector, lo que deteriora la imagen resultante si se observan astros brillantes como

la Luna o planetas. Además, el obturador de transferencia matriz implica desperdiciar una cierta superficie del CCD, que ha de protegerse de la luz para ser utilizada como región de almacenamiento.

- 2) CCD transferencia de línea: los detectores dotados de obturador electrónico de transferencia de línea también sacrifican parte de su superficie sensible. En este caso, cada hilera de píxeles cuenta con una columna adyacente cubierta con una máscara opaca. Al terminar la exposición, las cargas almacenadas son transferidas de manera casi instantánea a las columnas protegidas, y el proceso de lectura se efectúa a partir de ellas sin que la luz que continúa incidiendo en el detector suponga ya un problema. El obturador electrónico, de transferencia de línea no causa dificultades al observar astros brillantes, pero, aparte de desperdiciar superficie sensible, tiene el grave inconveniente de incrementar las zonas muertas entre píxeles, lo que deteriora el muestreo de las imágenes estelares y degrada, por tanto, los resultados astrométricos y fotométricos.

**A pesar de su mayor costo y sus problemas específicos, el obturador mecánico es la mejor opción, como lo demuestra el hecho de que lo utilicen la totalidad de los CCD profesionales.**

Para terminar la relación de características de los detectores CCD, comentaremos el “anti-derrame” (anti-blooming), un rango que incorporan algunas cámaras de aficionado y que evita que los píxeles saturados viertan electrones a los píxeles contiguos dentro de su misma columna. Consiste en ubicar, junto a cada fila sensible del detector, una fila no sensible polarizada a un potencial tal que drena los electrones sobrantes de los píxeles que se van saturando.

El anti-derrame proporciona resultados estéticamente más satisfactorios, pero presenta el inconveniente de limitar el rango de iluminación en el que el detector se comporta de manera lineal y, también, implica sacrificar cierta superficie sensible del CCD y así aumentar el espacio muerto entre píxeles, lo que deteriora el muestreo de las imágenes estelares y, al igual que el obturador electrónico de transferencia de línea, afecta a los resultados científicos. Ninguna cámara profesional cuenta con anti-derrame. Algunas cámaras de aficionado incorporan a la vez obturador electrónico de transferencia de línea y anti-derrame: es necesario ser conscientes de las limitaciones científicas que implica este diseño.

## 3.MEDICIONES CON CCD

Antes de pasar a tomar imágenes para realizar mediciones o detecciones de un tránsito, necesitamos evaluar nuestra CCD y tomar las imágenes que más tarde utilizaremos para calibrar. Todo esto vamos a verlo más detenidamente.

Vamos a explicar cómo tomar las imágenes de calibración:

### 3.1. Archivos de imagen Bias

También se les conoce con el nombre de Offset y sirven para eliminar la señal de lectura que se genera cada vez que interviene el circuito electrónico encargado de barrer el chip para leer su contenido.

Los archivos de imagen bias/offset se crean en la oscuridad y con el objetivo tapado (igual que los darks) aunque en este caso la temperatura no es importante, ni es necesario mantener el punto de enfoque empleado con los lights.

Realizaremos cuantos más mejor, para más tarde combinarlos todos en un MasterBias.

### 3.2. Archivos de Imagen Dark

Sirven para eliminar la "señal oscura" que se genera por el calentamiento del sensor CCD. Los archivos de imagen Dark contendrán sólo la señal oscura.

Se crean en la oscuridad y deben mantenerse exactamente las mismas condiciones y parámetros que para las tomas light: tiempo de exposición y temperatura.

Para ello bastará con **tapar** el objetivo y realizar tomas intercaladas con las de las imágenes light o bien todas al final de la sesión, suele ser mejor opción, para el propósito que nos ocupa. No deberían hacerse menos de 10.

### 3.3. Archivos de imagen Flat

Los archivos de imagen flat permiten corregir el viñeteo (los bordes oscuros en las esquinas de la imagen) y la iluminación no uniforme creada por una mala alineación de las ópticas o por el polvo o manchas que pudiera haber en las lentes y/o espejos.

Para su obtención es necesario utilizar el mismo instrumento óptico, mantener el mismo enfoque y posición de la cámara con respecto al telescopio que en las tomas de luz. La temperatura no es importante. Deben realizarse no menos de 20 tomas de este tipo, para más tarde crear un MasterFlat con todas ellos.

\*si se están utilizando filtros en el tren óptico a la hora de la adquisición de los lights, las tomas flats deben de ser realizadas con ellos también.

Para conseguir una imagen uniformemente iluminada se pueden emplear varios métodos. Uno de ellos es recurriendo a una "flatbox", pero también cubriendo el objetivo con una tela blanca, fina, lisa y sin costuras y disparando a una fuente de luz uniforme, como el cielo diurno sin nubes y sin el Sol próximo.

### 3.4. Linealidad del CCD

La linealidad de un CCD como hemos visto anteriormente es la intensidad registrada en cada píxel en forma de electrones y es proporcional a la luz incidente. Aunque cada fabricante informara en sus especificaciones los valores en los que el CCD deja de ser lineal, mediante el parámetro "full-well capacity", si queremos hacer un buen trabajo de fotometría debemos de medir nosotros mismos la linealidad de nuestra CCD, para conocer en qué momentos nuestra CCD deja de ser lineal.

Las imágenes no son útiles para la fotometría si alguna de las estrellas que se utilizará en el análisis está saturada (es decir, cuando el conteo máximo está en el mayor valor que puede ser registrado, tal como 65535, llamada "A/D saturación convertidor"). Tampoco las imágenes no son útiles cuando una estrella que va a ser utilizada tiene un valor máximo de recuento que exceda el límite de linealidad ("linealidad saturación").

No son muchos los aficionados que miden donde su CCD comienza a perder linealidad, pero la "sabiduría popular" sostiene que, nada por encima de la media es seguro. En otras palabras, siempre que los conteos máximos,  $C_{max}$ , excedan de  $\sim 35000$  ADU's un CCD perfecto produciría un recuento ligeramente superior. Si se mide el límite de linealidad de su CCD puede llevarse una grata sorpresa. Yo mismo descubrí que mi CCD era lineal en un rango mucho mayor que el representado por la "sabiduría popular".

*¡Fue lineal todo el camino hasta 59.000 cuentas!*

Sabiendo esto, me ha permitido utilizar tiempos de exposición más largos, y las exposiciones más largas son deseable por un par de razones:

- 1 - El centelleo y el ruido de lectura son reducidos ligeramente, debido a que una mayor fracción del tiempo se emplea en la recogida fotones (en lugar de invertir en la descarga de imágenes) durante una sesión de observación.

- 2 - El ruido de lectura se reduce ya que la exposición puede ser más larga y hay menos lecturas durante la sesión de observación.
- 3 - Una pequeña fracción se "desperdicia" con descargas de imágenes, de esta manera se dedica más tiempo a la recogida de fotones durante una sesión de observación.

Le recomiendo a cada observador de exoplanetas medir la linealidad de su CCD con el fin de obtener los mismos beneficios. Para el resto de este capítulo voy a asumir que esta medida se ha hecho, y usted tendrá cuidado con los tiempos de exposición asegurando que todas las estrellas que se utilizarán tengan unos conteos máximos  $C_{max} < 35.000$ .

### 3.5. Tiempo de exposición

Se podría pensar que cuando se inicia la observación se establece una exposición que mantiene la estrella más brillante en un recuento superior a  $\sim 35.000$ . Eso está bien cuando el campo de estrellas se está poniendo, y se puede contar con imágenes cada vez menos agudas para el resto de la sesión de observación. Pero para estrellas en ascenso, los campos son propensos a convertirse en más agudos cuando se acercan al tránsito, y el mismo número de total de recuentos en cada estrella se concentrarán en un número menor de píxeles, con lo que  $C_{max}$  tiende a aumentar.

Por otra parte, la extinción atmosférica es cada vez más baja en el tránsito por lo que el flujo de cada estrella, y por lo tanto la  $C_{máx}$ , debería aumentar a medida que el tránsito se acerca.

Recomiendo tomar exposiciones de prueba para determinar el tiempo de exposición tan pronto como el campo de estrellas objetivo haya sido definido y el enfoque se haya establecido. Basado en sesiones anteriores de observación sabrás si la nitidez de las imágenes es típica para su sitio. Al hacer esto se debe tener en cuenta la evolución de la masa de aire. Esto bien merece la pena otro apartado.

La nitidez de la imagen se describe como la "la anchura a media altura" (FWHM) de la "Función de dispersión" (PSF), que es la distribución radial de energía para una fuente puntual, de una estrella insaturada cerca del centro de la imagen.

Por ejemplo, en mi sitio que puedo esperar FWHM  $\sim 4''$  de arco para exposiciones de 120 segundos. Con estos datos determinó que mi lugar de observación la FWHM varía con la masa de aire (AirMass) de acuerdo con la siguiente ecuación empírica:

$$\text{FWHM [\" arco ]} = 4 \times \text{AirMass} / 3$$

Esta es una ecuación útil para estimar la nitidez de una imagen que será tomada más tarde en la sesión de observación. Supongamos que las imágenes de prueba al inicio de una sesión muestran un FWHM = 4,0\" de arco cuando la masa de aire es de 3 (elevación ~20 grados).

Si las condiciones de el \"seeing atmosférico\" no cambiaran durante la sesión de observación, y si la región de interés pasará por encima de nuestra cabeza, debemos esperar un valor cerca del cenit de FWHM = ~2,8\" de arco.

Podemos hacer una estimación del aumento  $C_{\text{máx}}$  de una estrella, como  $1/\text{FWHM}^2$  durante el tiempo que el flujo sea constante. Cuando FWHM cambia de 4,0\" a 2,8\" arco podemos esperar un aumento  $C_{\text{max}}$  en un factor de 2,1. Otra forma de calcular  $C_{\text{max}}$  es observar que  $C_{\text{max}}$  es proporcional a  $1/\text{AirMass}^{2/3}$ . En nuestro ejemplo, la masa de aire va de 3 a 1, de modo que  $C_{\text{max}}$  se incrementará en un factor  $(3/1)^{2/3} \sim 2,1$ . Esto quiere decir que nuestras imágenes de prueba deben de mostrar un valor en la estrella más brillante de  $C_{\text{max}} = 16.700(35.000/2,1)$ .

Una versión más útil es, por lo tanto, la ecuación siguiente:

$$C_{\text{max de AirMass}_i} / C_{\text{max de AirMass}_0} = (\text{AirMass}_i / \text{AirMass}_0)^{-2/3}$$

Esta ecuación asume que el flujo de la estrella no cambia con la masa de aire.

Por lo tanto, debemos tener en cuenta el cambio de flujo respecto a la masa de aire causado por la extinción atmosférica.

Imagínese la frustración de la elección de un tiempo de exposición que produce  $C_{\text{max}} \sim 35.000$  cuentas al comienzo de una larga sesión de observación, y descubrir al día siguiente que en la mayoría de las imágenes las estrellas más brillantes fueron saturadas. Este es un típico caso donde un pequeño esfuerzo al comienzo de las observaciones puede dar lugar a grandes beneficios durante toda la sesión de observación.

## 4.PLANIFICACION DE OBSERVACION

Si queremos obtener buenos resultados con nuestras observaciones, debemos de ser metódicos y planificar con tiempo una sesión de observación.

Este capítulo puede parecer "aburrido" para alguien nuevo en la observación de exoplanetas. Sin embargo, tenga en cuenta que los requisitos para la observación de exoplanetas, con 0.002 magnitud de precisión, es mucho más difícil que la observación de estrellas variables, con requisitos de precisión que son más relajados en un factor de 10 o 20. Cualquier aficionado que domine la técnica de la observación de exoplanetas está trabajando a un nivel entre aficionado y profesional. Naturalmente estará involucrado en la planificación de tal tarea.

Probablemente todos los aficionados pasamos por una fase de querer observar muchos objetos cada noche. Eventualmente, sin embargo, el énfasis se desplaza a querer hacer un trabajo tan bueno como nos sea posible, de un solo objeto, durante toda una noche de observación. La observación de exoplanetas debe realizarse de esta forma. En este capítulo se describen maneras de prepararse para una sesión de observación de una noche. Los detalles que presento son menos importantes, que los conceptos que son presentados en capítulos anteriores.

Se invita a los observadores a que no tengan miedo de experimentar, por comenzar con un desprecio total de las sugerencias explicadas en este capítulo, experimentar y convertir estas sugerencias "en propias" y no generalizar es una excelente forma de aprendizaje.

Por la tarde empezamos con un "registro de la observación." Esta es una parte esencial de cualquier sesión de observación, partiendo que es el primer paso para la planificación de observaciones de una noche.

Comenzamos el registro anotando la hora de la puesta del sol. Una tabla de la puesta del sol y la salida del sol para cualquier lugar de observación mantenida por el Observatorio Naval de los EE.UU.; la encontraras en: [http://aa.usno.navy.mil/data/docs/RS\\_OneYear.html](http://aa.usno.navy.mil/data/docs/RS_OneYear.html). La salida de la luna está también disponible en este sitio.

La observación CCD puede comenzar unos 55 minutos después de la puesta del sol.

Las tomas planas de calibración (Flats) pueden iniciarse con la puesta de

sol, la hora exacta para las tomas Flats depende de los filtros que se vayan a utilizar, la relación focal del telescopio, la elección de binning. Salvo que se disponga de un difusor de luz que se coloca sobre la abertura del telescopio (tratada en el anterior capítulo).

La elección del filtro y la opción binning no se conocen hasta que se elija el objetivo. Eso es lo que vamos a hacer a continuación.

#### **4.1.La elección del objetivo**

Como vamos a emplear 6 u 8 horas de observación , es razonable pasar unos pocos minutos evaluando los méritos de varios candidatos a exoplanetas. Voy a suponer que usted no está al tanto de una de esas listas secretas de posibles candidatos a exoplanetas, que utilizan cámaras de campo amplio, mantenidas por astrónomos profesionales.

Queremos observar un sistema conocido de exoplanetas en tránsito, lo que significa que necesitaremos consultar en una base de datos de tránsitos exoplanetarios, con los parámetros fecha y lugar de observación. Para ello disponemos de cuatro buenas herramientas:

**1. ETD Exoplanet Transit Database.**

<http://var2.astro.cz/ETD/predictions.php>

**2. NASA Exoplanet Archive.**

<http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>

**3. TransitSearch.org**

<http://www.oklo.org/transitsearch/getstarted.html>

**4. Object Visibility - STARALT**

<http://catserver.ing.iac.es/staralt/>

Estas tres herramientas nos ayudaran en la elección del objetivo, mostrando información sobre fecha del transito, duración del mismo, coordenadas celestes, etc.

Las dos primeras opciones son bases de datos actualizadas, de exoplanetas ya confirmados, la tercera opción muestra candidatos a exoplanetas pendientes de confirmar. La cuarta y ultima opción es una herramienta que muestra la observabilidad de los objetos de varias maneras. Dependiendo del trabajo que

queramos desempeñar y las posibilidades que tengamos para una fecha en concreto, en un lugar determinado.

Vamos a empezar por la primera opción, ETD Exoplanet Transit Database, en esta página introduciremos nuestras coordenadas de situación y elegiremos una fecha determinada, por ejemplo, para el día 09/11/2015.

Transits predictions for ELONGITUDE: -3° and LATITUDE: 40°

OBJECT		BEGIN (UT/h,A)	CENTER (DD.MM. UT/h,A)	END (UT/h,A)	D (min)	V (MAG)	DEPTH (MAG)	Elements Coords
CoRoT-3 b	Aql	16:32 51°,S	08.11. 18:20 43°,SW	20:07 26°,SW	215	13.3	0.0054	54283.1383+4.2568°E RA: 19 28 13.30 DE: +00 07 18.19
WASP-75 b	Aqr	19:58 41°,S	08.11. 20:57 39°,S	21:56 33°,SW	118.37	11.45	0.0116	56016.2669+2.484193°E RA: 22 49 32.57 DE: -10 40 32.0
HAT-P-7 b	Cyg	21:08 41°,NW	08.11. 23:09 23°,NW	1:11 9°,NW	243	10.5	0.0067	53790.2593+2.2047299°E RA: 19 28 59.37 DE: +47 58 10.5
WASP-60 b	Peg	0:07 49°,W	09.11. 1:47 31°,W	3:27 13°,NW	200.16	12.18	0.0065	55747.0295+4.3050011°E RA: 23 46 39.98 DE: +31 09 21.4
HAT-P-10/WASP-11 b	Ari	1:54 67°,W	09.11. 3:13 52°,W	4:33 37°,W	159	11.89	0.0254	54729.90631+3.722469°E RA: 03 09 28.54 DE: +30 40 26.0
HAT-P-25 b	Ari	2:51 55°,W	09.11. 4:16 38°,W	5:40 22°,W	169	13.19	0.0204	55176.85173+3.652836°E RA: 03 13 44.48 DE: +25 11 51.2
HAT-P-44 b	Boo	3:15 13°,NE	09.11. 4:48 25°,NE	6:22 39°,NE	187.63	13.21	0.0194	55352.83957+4.301217°E RA: 14 12 34.56 DE: +47 00 52.9
WASP-65 b	Cnc	4:27 54°,SE	09.11. 5:49 59°,S	7:11 55°,SW	164.1	11.9	0.0138	56110.68772+2.3114243°E RA: 08 53 17.83 DE: +08 31 22.8
HAT-P-23 b	Del	16:56 67°,S	09.11. 18:01 65°,SW	19:06 58°,SW	130.75	12.43	0.0076	54852.26464+1.212884°E RA: 20 24 29.73 DE: +16 45 44.3
HAT-P-49 b	Vul	16:43 76°,SE	09.11. 18:47 67°,SW	20:50 44°,W	246.53	10.326	0.0075	56399.62406+2.691548°E RA: 20 21 46.08 DE: +26 41 33.5
HAT-P-52 b	Ari	17:47 19°,NE	09.11. 18:59 32°,E	20:11 46°,E	144.43	14.068	0.0146	55852.10326+2.7535953°E RA: 02 50 53.20 DE: +29 01 20.6
WASP-58 b	Lyr	17:23 66°,NW	09.11. 19:17 46°,NW	21:11 28°,NW	227.81	11.66	0.0156	55183.9335+5.01718°E RA: 18 18 48.25 DE: +45 10 19.1
KOI 0135 b	Lyr	17:53 68°,NW	09.11. 19:21 53°,NW	20:48 39°,NW	175.6	13.958	0.0080	54965.4159+3.024095°E RA: 19 00 57.82 DE: +46 40 05.88
WASP-74 b	Aql	18:59 43°,SW	09.11. 20:07 33°,SW	21:16 22°,W	137.52	9.7	0.0104	56506.8918+2.13775°E RA: 20 18 10 DE: -01 04 32.6
XO-4 b	Lyn	18:29 43°,N	09.11. 20:41 23°,NE	22:53 38°,NE	264	10.7	0.0108	54485.9322+4.12508°E RA: 07 31 33.20 DE: +55 21 16.0
HAT-P-19 b	And	21:22 85°,S	09.11. 22:47 75°,W	0:12 59°,W	170.2	12.901	0.0215	55091.53417+4.008778°E RA: 00 38 04.07 DE: +34 42 42.2
HAT-P-9 b	Aur	21:50 19°,NE	09.11. 23:33 37°,E	1:16 55°,E	206	12.3	0.0126	54417.9077+3.922814°E RA: 07 20 40.45 DE: +37 08 26.4

Elegiremos un tránsito que se adapte a nuestra capacidad de observación, bien por “ventana de observación”, magnitud o DEPTH (profundidad del tránsito).

En este caso vamos hemos elegido HAT-P-19b, el transito como vemos en la página comienza a las 21:22, alcanza su máximo a las 22:47 y finaliza a las 00:12 todo en tiempo universal UT.

La estrella a medir de 12.9 mag, se ajusta muy bien a nuestro equipo y la profundidad 0,0215 dV. Por experiencias pasadas, usando mi telescopio de 8 pulgadas, sé que el brillo de la estrella y la gran profundidad del tránsito harán de este exoplaneta una observación fácil.

El cielo está despejado, el viento está en calma, y uno de los exoplanetas más fáciles está transitando esta noche. *¡La vida es maravillosa!*

Ahora, a través de cualquier programa planetario introducimos las coordenadas y seleccionamos el campo de nuestra imagen o FOV. Así conoceremos, como situar nuestra estrella en el campo y a su vez encontrar candidatas a estrellas de guiado para asegurar un buen seguimiento, y que nuestra estrella no baile por el sensor.

Quizás para otra configuración de equipo, usted no tenga problemas para encontrar estrellas de guiado, pero en ccd's con doble sensor, sobre todo si este es pequeño, si puede costar un poco mas. También debemos hacer esto para encontrar la elevación de HAT-P-19b durante la noche, y específicamente durante el predicho tránsito. Elevaciones aceptables condicionaran el filtro a utilizar; Observación B-banda requerirá elevaciones altas (por ejemplo,  $ELE > 30$  grados), mientras que la observación en I-banda se puede hacer en elevaciones más bajas (por ejemplo,  $ELE > 15$  grados).

Tenemos que disponer de elevaciones aceptables para todo el tránsito, de ~1,5 horas antes de la primera toma de contacto y de ~1,5 horas después del último contacto.

Los tránsitos de "Júpiter calientes" (grandes exoplanetas que orbitan cerca de su estrella) tienen longitudes de tránsito similares a HAT-P-19b, ~3 horas. La mejor situación de observación para "midtransit" es que se produzca en la medianoche, pero esto rara vez sucede. Necesitamos estudiar la elevación de HAT-P-19b frente al tiempo para 7 horas, se centrará en medio del tránsito con el fin de estar seguros de nuestra elección del filtro.

Una vez hecho esto debemos elegir el filtro que vamos a utilizar. La relación Señal/Ruido o SNR no será un problema, por lo que no estamos restringidos al uso de filtros que permitan llegar una gran cantidad de fotones, filtros tales como (filtro-B) transparente (clear). Todas las opciones de filtro son posibles.

Como acotación, ¿cuáles serían nuestras opciones de utilización de filtros, si el exoplaneta tuviera poca profundidad, o su estrella fuese débil? Un filtro claro entregaría la mayoría de la luz y produciría la más alta SNR. Sin embargo, un filtro-B podría ser mejor, ya que excluye la luz azul (~7%), que significa que reduciría el tamaño de la curva de luz minimizando errores sistemáticos: la línea de base "curvatura" que es simétrica respecto del tránsito, causada por estrellas de referencia con un color diferente al de la estrella-principal del exoplaneta.

Para tránsitos con pequeñas profundidades esta curvatura puede ser problemática.

Los observadores con telescopios de 10" (o más pequeños) deberían considerar el uso de filtros B. Los observadores de 20" (o más grandes) rara vez tienen que utilizar el filtro-B. Telescopios de 12" y 16" pueden tener difíciles opciones en la región de 15 a 25 mag con profundidades típicas de exoplanetas candidatos.

El tránsito HAT-P-19b es fácil, somos libres de, según consideraciones anteriores, usar filtro o no, según las "necesidades de la ciencia". Si no hay observaciones de banda B para un exoplaneta conocido, entonces una observación B-banda podría ser valiosa. Hay ocasiones en las cuales la observación con filtro-C (filtro claro) es aceptable. Este es el caso del tránsito que nos ocupa.

Si las estrellas tanto de calibrado como la que queremos medir, tienen el mismo color no hay casi ninguna pega en observar sin filtrar; me refiero al "efecto de la extinción del color de la estrella" que hace que las líneas de base se curven simétricamente alrededor del tránsito. Esto se explica más adelante, así que por ahora, simplemente, aceptar la afirmación de que la presencia de estrellas de referencia que tienen el mismo color que la estrella-principal (estrella del exoplaneta) es una consideración importante en la elección del filtro.

La presencia de la luna debe influir en la elección del filtro. A pesar de que no se puede ver, cuando hay luz de la luna el cielo nocturno es de color azul. Una noche con Luna mostrara un cielo tan azul como el iluminado por el día, y por la misma razón (dispersión de Rayleigh). Si se encuentra con la Luna durante la noche de observación evite el uso de un filtro de banda B o un filtro claro. La I-banda se verá menos afectada por la luz de la Luna. R-banda es casi igual de bueno, y deja pasar más luz, por lo que, si la SNR va a ser importante, considerar el uso de un filtro R-banda en las noches de luna.

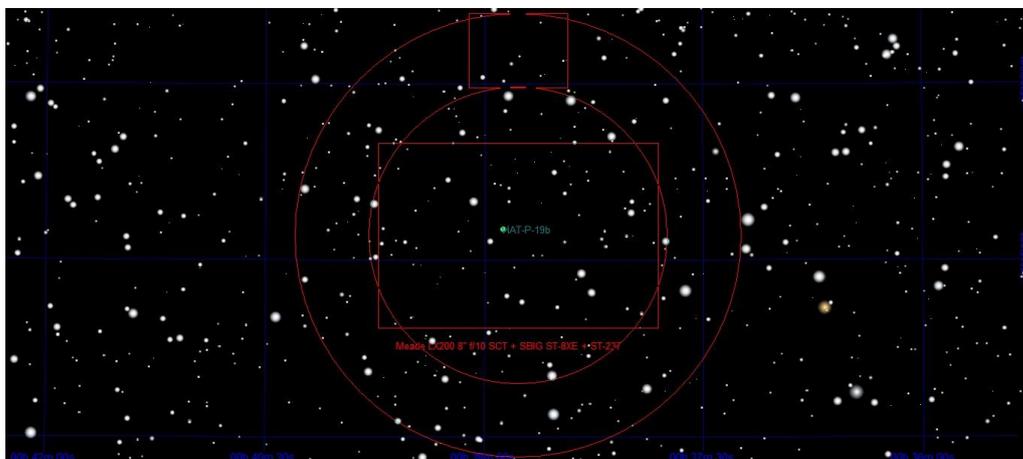
Si la SNR es probable que sea importante, entonces considerar el uso de

un filtro B-banda, que al menos filtra los fotones del cielo brillante.

Para telescopios de abertura pequeña o moderada (es decir, 8-14 pulgadas) es aconsejable observar con el mismo filtro toda la noche. Las grandes aberturas suelen proporcionar suficiente SNR para observar con dos (o posiblemente tres) filtros, en alternancia, a lo largo de una sesión de observación.

En este punto del proceso de planificación, hemos elegido un objetivo y el filtro, pero la elección del filtro es sólo orientativa. Las diferentes opciones a la hora de elegir estrellas de referencia tienen que ser consideradas.

Incluso si las observaciones están cerca del cenit hay una situación que puede influir en la elección del filtro. Tiene que ver con las estrellas cercanas de la estrella objetivo. Para ser más específicos, tiene que ver no solo con la posibilidad de posicionar una estrella en el campo de la CCD principal, de modo que una estrella brillante este presente en el chip de autoguiado; sino que también tiene que ver con conseguir que estrellas brillantes del mismo color estén presentes en el campo (FOV) de la CCD principal. Aquí es donde TheSky6 es muy útil.



La siguiente consideración es "¿qué estrellas pueden servir como referencia para el HAT-P-19b?" Hay una estrella brillante en el lateral derecho; ¿pero es del mismo color que la HAT-P-19b? Usando TheSky6, haga clic sobre HAT-P-19b, a continuación, haga clic sobre la estrella en la parte superior izquierda, fíjese en la respuesta: de HAT-P-19b-1 J=11,095 K=10,546 y la brillante estrella de referencia J=11,096 K=10,886. La estrella brillante es también 0,6 magnitud más brillante que HAT-P-19b. Parece que hemos encontrado nuestra primera estrella de calibrado.

La estrella que se encuentra a tan solo 1' debajo de nuestra estrella objetivo, tiene unos valores  $J=10,668$   $K=9,936$ , como vemos es ligeramente más roja pero también nos servirá como estrella de calibrado.

Cuando tenemos elección entre el uso de dos estrellas de referencia, frente a la utilización de una, es mejor utilizar dos. ¿Por qué? Debido a algo llamado "centelleo".

El promedio de dos estrellas sería del orden de  $\sqrt{2}$  fluctuaciones más leves que el obtenido por una estrella sola, independientemente de su brillo. El uso de 4 estrellas de referencia es aún mejor, ya que su flujo medio exhibirá un valor de  $\frac{1}{2}$  el ruido respecto al centelleo de una sola estrella.

Tenemos la suerte de que las estrellas de referencia adecuadas se encuentran cerca de HAT-P-19b. Si las estrellas fuesen de colores muy diferentes, pero se encontrarán dentro del FOV, ¿qué opciones podríamos tener para minimizar los efectos de extinción según el "color de la estrella"? V-banda y R-banda se convierten en una alternativa más atractiva que la B-banda, I-banda debido a sus anchos de banda más estrechos.

El paso de banda estrecho permite disminuir, los efectos más pequeños "en la extinción de color en la estrella". Pero HAT-P-19b se encuentra en un "amistoso" campo de estrellas y no tenemos que cambiar a R-banda o V-banda. ¡Nuestra opción de filtro para la noche, es definitiva!

En esta etapa de la formulación de un plan de observación para la noche, hemos decidido un objetivo (Exoplaneta), hemos decidido la colocación exacta del campo de visión del CCD respecto al campo de estrellas, y nos hemos decidido por un filtro clear. Tenemos que guardar la colocación exacta de FOV, para que se pueda encontrar fácilmente al comenzar la observación. Esto se hace en TheSky6 mediante la creación de un nuevo objeto en el "User Defined Data" introduce el nombre y las coordenadas AR/DEC. La planificación casi ha terminado.

### ***Información útil***

Cuando todas las estrellas de interés en el campo de visión (FOV) son débiles las consideraciones anteriores pueden no ser importantes. En este caso criterios diferentes deben ser utilizados para elegir el tiempo de exposición.

Comenzamos con un ejemplo trivial, si se espera que la longitud del tránsito va a ser de 3 horas sería una tontería tomar exposiciones cada hora, ya que al menos una de las tomas estaría completamente dentro de la fase de tránsito. En el otro extremo no queremos exposiciones significativamente cortas

eso sería ineficaz ya que invertiríamos mucho tiempo en la descarga de cada imagen.

Vamos a abordar este tema estipulando 60 segundos como tiempo de exposición por defecto, y entonces se preguntarán:  
"¿Cuáles son los méritos de aumentar o disminuir el tiempo de exposición?"

Un tránsito típico tendrá una duración de 3 horas y las porciones de entrada y salida de este serán de unos ~ 20 minutos. Para un tránsito como este, es deseable obtener información acerca de la forma de entrada y salida con el fin de ajustar el modelo (el tamaño del exoplaneta en relación con la estrella, y también la distancia en relación con la estrella). Por lo tanto, los tiempos de exposición deben ser inferiores a unos 4 minutos teniendo en cuenta esta consideración. Debemos ser capaces de asignar un tiempo de exposición preciso para conseguir una forma bien definida, de entrada y salida en la medición del tránsito.

Un archivo de tiempos de tránsito puede ser utilizado para establecer la presencia de "anomalías temporales", y estos pueden ser utilizados para descubrir la existencia de otro exoplaneta en el mismo sistema estelar.

Creo que 4 minutos es el tiempo de exposición más largo que se debe considerar para cualquier tránsito de exoplanetas. ¿Qué pasa con los tiempos de exposición más cortos?

Ahora debemos considerar un concepto llamado "Tasa de información". La tasa de información puede ser descrita como inversamente proporcional al tiempo de observación requerido para conseguir un SNR específico para una estrella específica utilizando un filtro en concreto. Largos tiempos de descarga de una imagen reducen la información. Mi CCD requiere 4 segundos para descargar una imagen (resolución completa es decir, sin binning o 1x1). Si uso un tiempo de exposición de 4 segundos la mitad de la sesión de observación se gastará en descargar imágenes.

Otra forma de decir esto es, que el programa de observación tiene un ciclo de trabajo del 50%. Consideremos un ejemplo absurdo, exponer durante 2 segundos cuando la descarga requiere 8 segundos. Esto corresponde a un ciclo de trabajo del 20%, lo cual significa que el 80% de una sesión de observación se gastaría sólo en descargar imágenes. Cuanto más alto es el ciclo de trabajo, mayor es la tasa de información obtenida.

*Las largas exposiciones producirán la mayor tasa de información posible.*

¿Por qué no aumentar el tiempo de exposición de nuestro valor inicial de 60 segundos a 180 segundos - suponiendo que no tenemos problemas de

saturación con este tiempo de exposición?

Incrementar el tiempo de exposición reduce la relación señal-ruido (SNR), pero introduce la posibilidad de errores sistemáticos. El efecto de los rayos cósmicos están presentes en la mayoría de las exposiciones, especialmente en largas exposiciones, si aparecen en la parte superior de la imagen y no afectan a ninguna estrella no es necesario corregirlo para hacer fotometría. Pero si un efecto de rayos cósmico está dentro de la señal de la estrella objetivo, o cualquiera de las estrellas de referencia, la imagen afectada producirá un brillo para el exoplaneta que tiene que ser rechazado como un valor atípico.

Cuantas menos imágenes tengan que ser rechazadas porque parecen tener valores atípicos, mejor.

Considere la tasa de información para las exposiciones de 60 segundos frente a la exposición de 120 segundos cuando el tiempo de descarga es de 8 segundos: los dos ciclos de trabajo (proporcionales a la tasa de información) son del 88% y 94%. Eso es una ganancia de sólo el 7% para el tiempo de exposición, pero también un incremento del "riesgo" relacionado con imágenes defectuosas.

El ruido de centelleo se debe tomar en consideración a la hora de elegir el tiempo de exposición.

El ruido de centelleo es una fluctuación fraccional de todas las estrellas en un mismo campo de visión, sin correlación entre sí, causado por efectos de interferencia a pequeña escala producidas por homogeneidades de temperatura en la tropopausa (11-16 kilómetros en el cenit).

Las fluctuaciones del centelleo de una estrella disminuyen la intensidad respecto al tiempo de exposición como  $1/g^{1/2}$  (donde "g" es el tiempo de exposición). Por lo tanto, las exposiciones de 4 minutos exhibirán la mitad de centelleo que las exposiciones de 1 minuto. Sin embargo, el promedio de cuatro exposiciones de 1 minuto también exhibirá la mitad de centelleo que una sola exposición de 1 minuto.

Utilizando el ejemplo anterior, en el que una exposición de 4 minutos tiene una ventaja del 7% en el ciclo de trabajo en comparación con 1 minuto de exposición, podemos calcular entonces que una secuencia de exposiciones de 4 minutos tendrá un 3,4% de centelleo inferior por unidad de tiempo de observación, de la secuencia que consiste en exposiciones de 1 minuto ( $\text{SQRT}(1,07) = 1,034$ ).

El mismo argumento se puede aplicar al ruido de lectura (descrito en el capítulo 15). La incertidumbre de una medición del flujo debido al ruido de lectura es proporcional a  $1/\text{flux}^{1/2}$  y el flujo es proporcional al tiempo de

exposición con la misma relación  $1/g^{1/2}$  existente entre el ruido de lectura y el tiempo de exposición.

No sé cómo evaluar de una manera objetiva todos estos factores, pero será diferente para cada observatorio.

En mi opinión subjetiva de 100 a 180 segundos de tiempo de exposición por defecto, es un buen compromiso, cuando las consideraciones de saturación lo permiten.

## 4.2. Desenfoque intencional

A veces, una sesión de observación se ha diseñado para obtener imágenes intencionadamente desenfocadas. Esto se hace cuando estrellas brillantes están dentro del FOV y  $C_{max}$  debe mantenerse por debajo de la saturación para exposiciones largas.

El deseo de exposiciones prolongadas puede ser motivado por reducir la fracción de tiempo perdido para la descarga de imágenes o para reducir el centelleo como hemos visto anteriormente. Hay situaciones en las que esto se puede hacer de manera segura.

Uno de los requisitos es una buena alineación de la óptica del telescopio; de lo contrario, las imágenes desenfocadas no serán círculos simétricos. Otro requisito es que el tubo del telescopio no se contraiga al enfriarse debido al aire de la noche, lo que requeriría hacer ajustes para mantener el mismo desenfoque.

No debe intentarse desenfocar cuando hay estrellas cerca de las estrellas objetivo o de referencia, que podrían ser incluidas en la señal de la abertura para fotometría. Finalmente, esto sólo debe hacerse en los lugares donde el nivel de fondo del cielo no es muy alto, ya que una imagen desenfocada requerirá el uso de una mayor abertura fotométrica y grandes aberturas fotométricas aumentan el ruido en el fondo del cielo e interfieren en la precisión de la medición final. Esto se traduce en no utilizar una estrategia de desenfoque en una sesión de observación durante la luna llena (a menos que un filtro de I-banda sea utilizado).

## 5.FOTOMETRIA Y TAMAÑO DE APERTURA

Antes de describir cómo procesar las imágenes para producir curvas de luz es necesario comprender algunos conceptos básicos relacionados con el tamaño de la abertura para fotometría.

Las siguientes descripciones se basan en el uso de MaximDL y Fotodif. Nunca he usado otros programas de análisis de imágenes que se supone son comparables, pero voy a suponer que serán capaces de realizar similares operaciones.

MaximDL y Fotodif utilizan un conjunto de tres círculos para realizar mediciones de fotometría de apertura.

### 5.1. FOTOMETRÍA CON MAXIM DL

La figura siguiente muestra los círculos de fotometría de apertura centrados en una estrella. Fíjese en el círculo central de esta imagen, que denominaremos como la "señal de apertura", parece encerrar el área entera de píxel donde se registró la luz de la estrella.

Tenga en cuenta también, que el fondo de cielo exterior del anillo (el área entre los dos círculos exteriores) está libre de otras estrellas. Cuando se cumplen estas dos condiciones, la lectura de flujo de estrella que se muestra en la ventana de información será válida.

Si la abertura de la señal es demasiado pequeña la lectura de flujo será demasiado pequeña, y si la apertura de la señal es demasiado grande el flujo puede ser correcto, pero tendrá un mayor componente de ruido debido a los muchos píxeles involucrados.

Con una abertura de señal demasiado grande cerca del borde exterior, esta no solo contendrá información sobre el flujo de la estrella, sino que el ruido también contribuirá a la lectura de flujo.

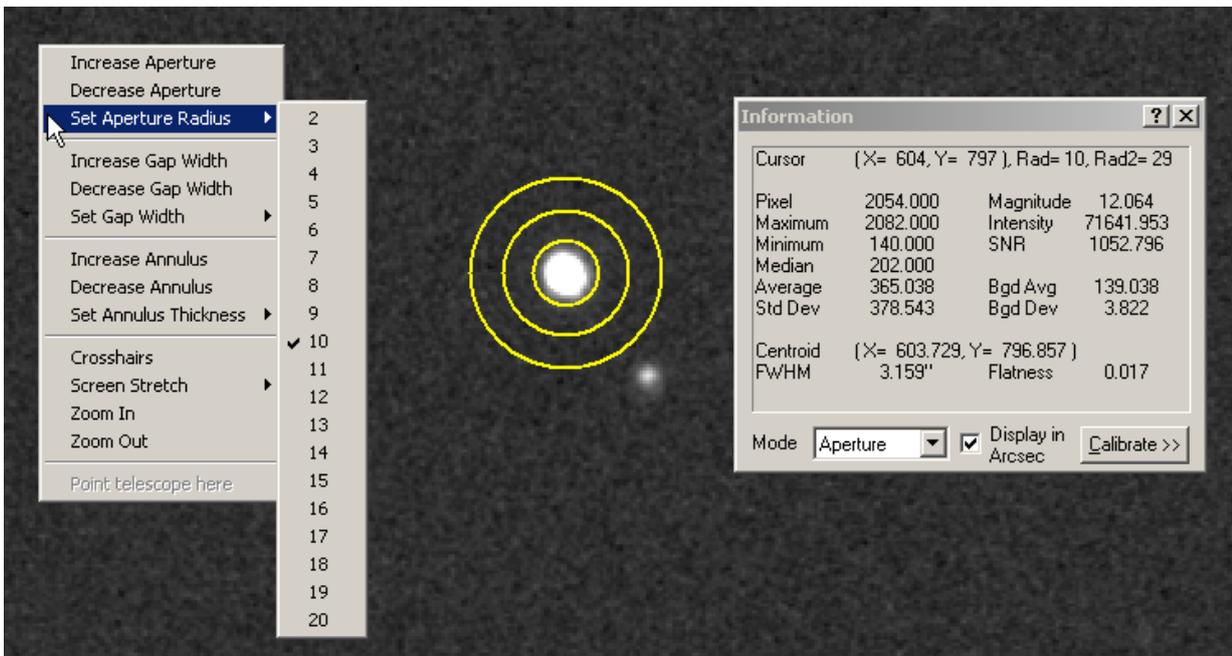


Fig. 5.1.1. Tres círculos de apertura definidos por el usuario con 10 , 9 y 10 píxeles. La ventana Información muestra la posición del cursor, el radio del círculo de la señal (10 píxeles) así como el radio de la corona de fondo del cielo y círculo exterior 29 píxeles). La ventana de información muestra otras muchas cosas, como la magnitud, flujo de la estrella (con la etiqueta "intensity"), SNR y FWHM.

Esto puede verse fácilmente cambiando el tamaño de la abertura de la señal y señalando los cambios en SNR, como se muestra en la siguiente figura.

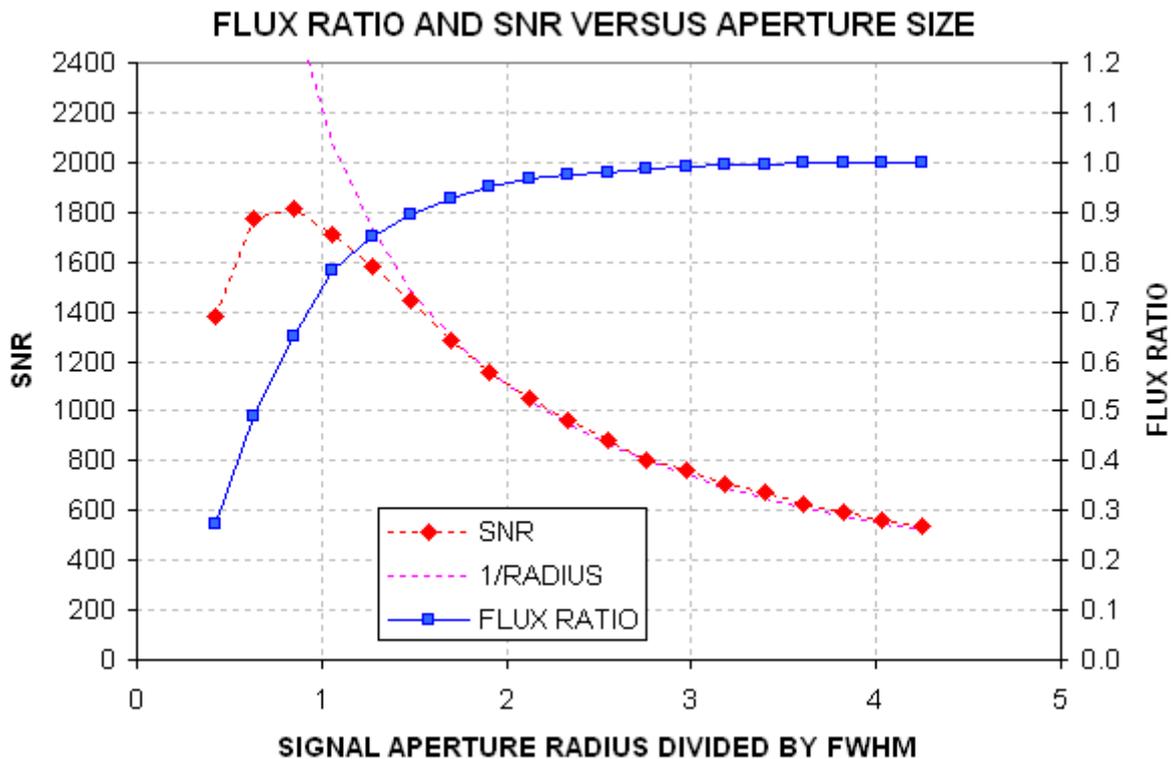


Fig 5.1.2. EL SNR y la relación de flujo ("fracción de captura de apertura") versus señal en radio de apertura (normalizado a FWHM) para la estrella se muestra en la figura anterior. Los puntos morados son "1/radio".

Esta figura muestra una SNR máxima cuando el radio de apertura es de

aproximadamente tres cuartas partes de la FWHM. Esto concuerda con los cálculos teóricos para un PSF de forma Gaussiana. Esta es buena razón para no elegir un radio de apertura de la señal donde SNR sea máxima, al menos para el trabajo con curvas de luz de exoplanetas.

Observe que, cuando el valor máximo de SNR es elegido en el círculo de apertura de fotometría sólo el ~65% del flujo total de la estrella este contenido.

Esto es fácil de entender teniendo en cuenta que a medida que se incrementa el radio más píxeles se utilizan para establecer el flujo de la estrella, pero estos nuevos píxeles están agregando partes del PSF de estrellas que son menos brillante que la parte central. Aunque los nuevos píxeles son añadidos al flujo total, también están añadiendo ruido.

Esto sucede porque el valor de recuento de cada píxel se compara con el valor de recuento promedio, dentro del anillo de fondo de cielo, y la diferencia se añade al flujo total. Pero cada píxel es "ruidoso" (debido a empujones térmicos de los electrones en los elementos CCD y electrónica, leer el ruido y contribuciones de brillo del cielo). Por ejemplo, en esta imagen el ruido RMS para cada píxel es 3,5 recuentos.

El nivel de ruido del flujo total aumenta con la raíz cuadrada del número de píxeles, y puesto que el número de píxeles aumenta como el cuadrado del radio del ruido en las lecturas de flujo total, este debe ser proporcional a la señal de radio de apertura.

Más allá de un radio de  $\sim 1.4 \times \text{FWHM}$ , donde el flujo total esencialmente haya alcanzado una sintonía, la disminución SNR es de  $1/\text{radio}$ . Para algunos proyectos de observación será apropiado definir aberturas de señal pequeñas, así como en la detección y el seguimiento de asteroides débiles. Para la situación de una asteroide basta con un valor SNR de 2 a 3, la precisión de brillo no es importante. Pero tenga en cuenta que algunos de los problemas pueden ocurrir con estrellas brillantes donde la precisión de brillo es de suma importancia.

En el capítulo 8, describiendo la deriva de enfoque, se demostró que cuando existen cambios de PSF durante una sesión de observación "fracción de captura de apertura" pueden variar la imagen.

Esta es una situación en la que el usuario se enfrenta a objetivos en conflicto: el deseo de pequeños niveles de ruido estocásticos con pequeños errores sistemáticos. Si adoptamos un radio de apertura FWHM de dos veces la fracción de captura de apertura se eleva a 96%, pero se reduce la SNR ~60% de su valor máximo. Incluso esto puede ser demasiado arriesgado. Considere las implicaciones de una imagen que tiene una PSF, y que esta apertura capte el 95% del flujo total frente a 96% en el centro. Esta diferencia del 1%

corresponde a 10 mmag, y si nuestro objetivo es eliminar errores sistemáticos por encima del nivel 2 mmag, por ejemplo, entonces no puede tolerar 1% de cambios en la fracción de captura de abertura para la estrella de destino, o cualquier de las estrellas de referencia, durante la totalidad de la sesión de observación.

Al elegir un radio que es 3 veces FWHM, el ~99% del flujo total es capturado. Me siento cómodo con esta opción, pero no hay manera clara de argumentar a favor del mejor tamaño de abertura pues cada sesión de observación es diferente y uno podría realizar buenas mediciones usando una pequeña abertura, mientras que otras están plagadas de errores sistemáticos intolerables.

Mi solución subjetiva a este problema, no saber cuándo la señal es aceptable con una abertura pequeña, opto por procesar las imágenes utilizando 2 o 3 tamaños de abertura. MaximDL puede producir fácilmente archivos ASCII de mediciones de flujo con diferentes tamaños de abertura, por lo que esta es una opción para considerar - especialmente en aquellos casos en que la nitidez de la imagen varía mucho de una imagen a otra o desde el centro de la imagen hacia el borde.

La misma imagen de la Fig. 5.1.1 tiene una estrella brillante que sería útil si se utilizara como una estrella de referencia, pero no una estrella más débil que se encuentra a  $9''/\text{arc}$  (12 píxeles) de distancia. El panel de la izquierda al lado de la figura muestra estas estrellas con un patrón de la fotometría para el cual el radio de abertura de la señal es  $3 \times \text{FWHM}$ . Esta elección de abertura es inaceptable porque algunos flujos de la estrella cercana se encuentran dentro de la señal abertura.

El panel derecho muestra que la estrella cercana puede ser excluida de la señal de abertura mediante la reducción del radio de abertura de 12 píxeles a 10 píxeles, que corresponden a  $2,4 \times \text{FWHM}$ . Antes de elegir un radio de abertura de la señal es importante comprobar todas las estrellas brillantes para ver si debe hacerse un ajuste de radio como éste.

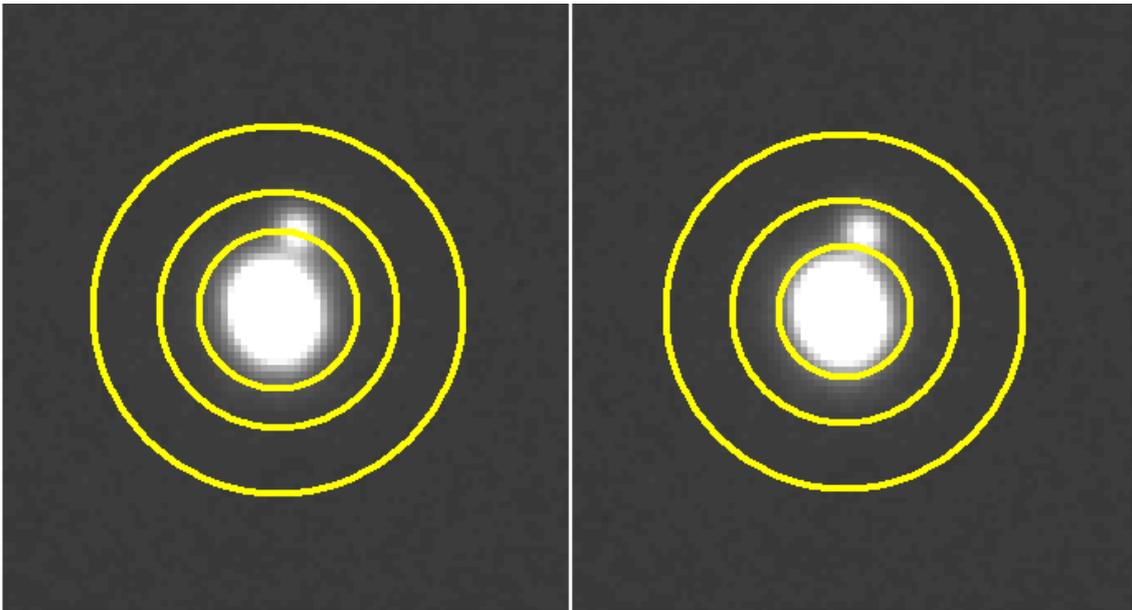


Fig.5.1.3. Panel izquierdo: estrella de referencia candidata mostrando círculos de apertura con un radio de abertura de la señal= $3 \times \text{FWHM}$ . Panel derecho: Igual con estrellas mostrando un radio de abertura de la señal= $2,4 \times \text{FWHM}$ .

¿Qué pasa con las estrellas en el anillo del fondo de cielo, como se muestra en la siguiente figura?

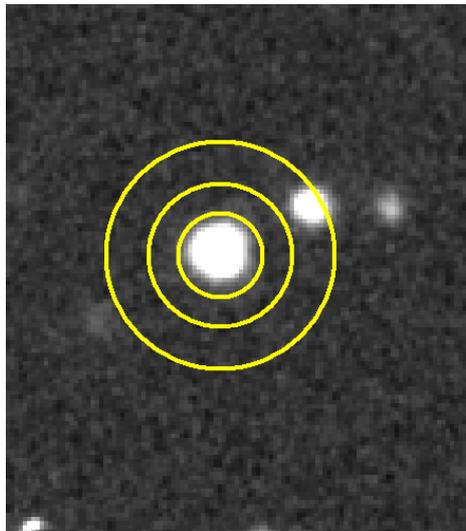


Fig.5.1.4. Ejemplo de una estrella con una estrella cercana que está dentro del anillo de fondo del cielo.

En realidad, esto no es un problema porque la herramienta fotometría de MaximDL utiliza un sofisticado algoritmo para la eliminación de los recuentos de valores atípicos en este espacio anular. AIP4WIN hace lo mismo utilizando un algoritmo diferente. (Nota: En la versión actual de MaximDL la herramienta "on the fly" no utiliza el algoritmo sofisticado para rechazar el recuento de tales estrellas del fondo de cielo, así que ten cuidado con el uso de la ventana de información "intensity".)

En conclusión, el tamaño de la apertura más importante es elegir con cuidado el radio de abertura de la señal. Cada vez que haya preocupación por elegir el tamaño de la abertura es muy fácil procesar las imágenes con varias opciones. Los archivos producidos con diferentes tamaños de abertura pueden ser importados a diferentes hojas de cálculo, y conductas sistemáticas en cada estrella se pueden realizar para determinar que tamaño de abertura es mejor.

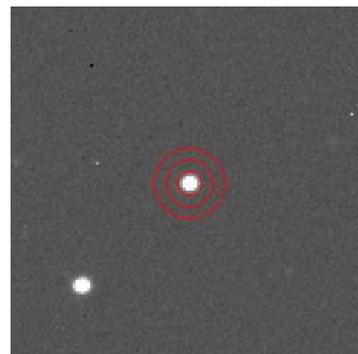
El mensaje de este capítulo es comenzar con un radio de abertura de la señal por defecto  $=3 \times \text{FWHM}$ , y ajustar en respuesta a la presencia de estrellas de interferencia. Considere el uso de  $2,5 \times \text{FWHM}$  y  $3,5 \times \text{FWHM}$ . Sólo como "valiente" o "temeraria" utilizará  $2 \times \text{FWHM}$  para fotometría de precisión.

## 5.2. FOTOMETRIA CON FOTODIF

Lo primero será abrir el programa Fotodif.

Es conveniente antes de continuar abrir la ventana de configuración donde fijaremos algunos parámetros importantes. Por ahora es necesario configurar los apartados "Sistema óptico", "Fotometría" y "Observatorio". Más adelante veremos los demás.

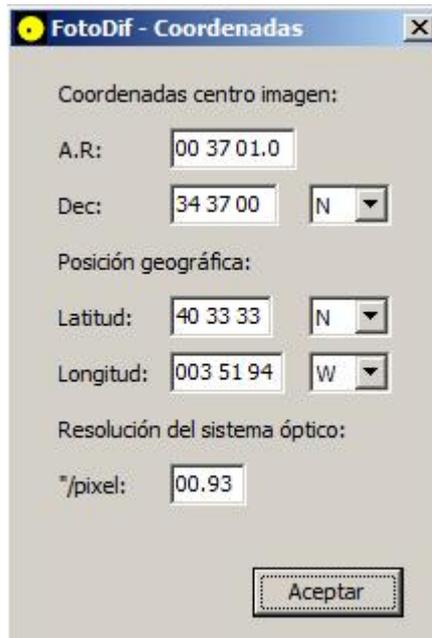
La sección "Fotometría" es tal vez la más importante, ya que se fijan los tamaños de las distintas áreas circulares que servirán para el cálculo. La primera servirá para leer la luz de las estrellas, la segunda hace de separador y la tercera sirve para calcular el brillo del fondo.



**Importante: "Primera serie."** FotoDif permite (o se verá obligado, ya lo veremos) a procesar la serie de imágenes en varias sesiones. La casilla "Primera serie" sirve para indicar al programa que se trata de la primera vez. Si está marcada el programa borrará los datos previos y comenzará un cálculo nuevo. Si está desmarcada añadirá los datos que se midan a los anteriores. Antes de proceder al cálculo aparecerá siempre una ventana recordando la situación.

Pulsando sobre el botón "Lista de imágenes", FotoDif abrirá un cuadro de

diálogo que nos permitirá localizar las imágenes a tratar. A continuación, presentará una ventana con datos importantes que deberemos completar si no se han podido extraer de la cabecera fit:



FotoDif - Coordenadas

Coordenadas centro imagen:

A.R.: 00 37 01.0

Dec: 34 37 00 N

Posición geográfica:

Latitud: 40 33 33 N

Longitud: 003 51 94 W

Resolución del sistema óptico:

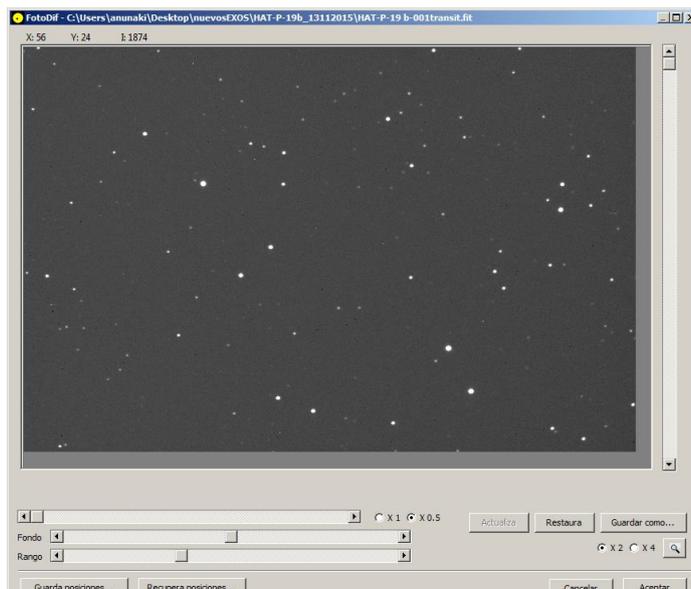
"/pixel: 00.93

Aceptar

Y a continuación realizará unos cálculos preliminares y presentará junto al primer botón la cantidad de imágenes leídas.

## Selección de estrellas

Pulsando este botón, el programa abrirá la ventana con todo lo necesario para seleccionar las estrellas de calibrado y variables de interés:

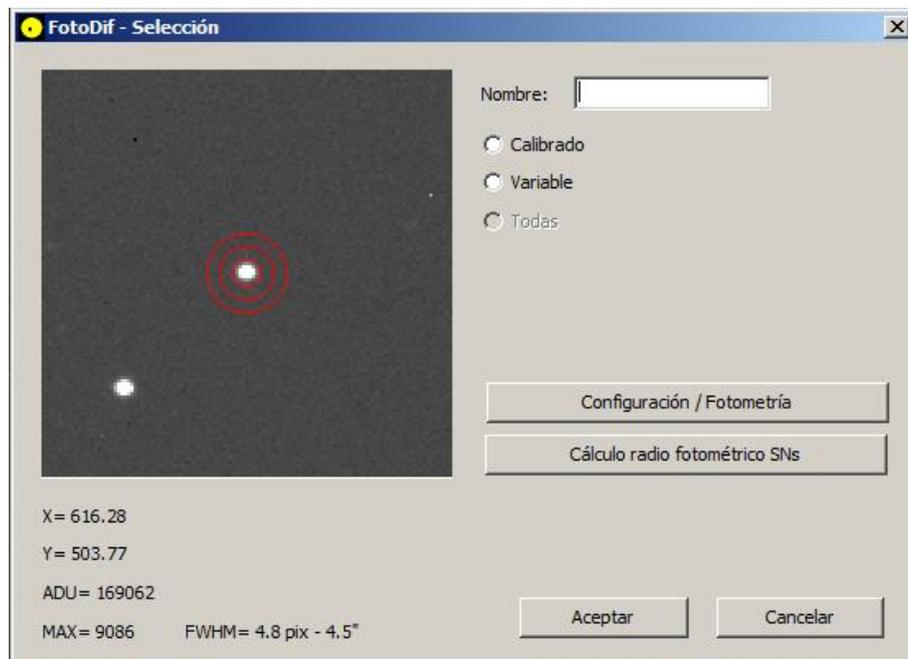


Con la herramienta lupa se abrirá una ventana auxiliar que mostrará

ampliada la zona alrededor del cursor.

**Importante: desplazamiento del cursor.** Siempre que esta ventana esté abierta, podemos desplazar el cursor con las flechas del teclado.

Al hacer clic sobre una estrella o al pulsar "Enter" se abrirá una nueva ventana donde introduciremos sus datos:



En primer lugar, seleccionaremos "Calibrado" o "Variable" según corresponda, y a continuación introduciremos el nombre de la estrella. FotoDif aplica un nombre por defecto que se puede sustituir. Si la cabecera fit de la imagen contiene información fotométrica, clave "MZERO", el programa calculará la magnitud correspondiente a las aperturas fotométricas seleccionadas y la presentará en la ventana. Y a continuación, si la cabecera contiene la clave "FILTER", el nombre del filtro empleado.

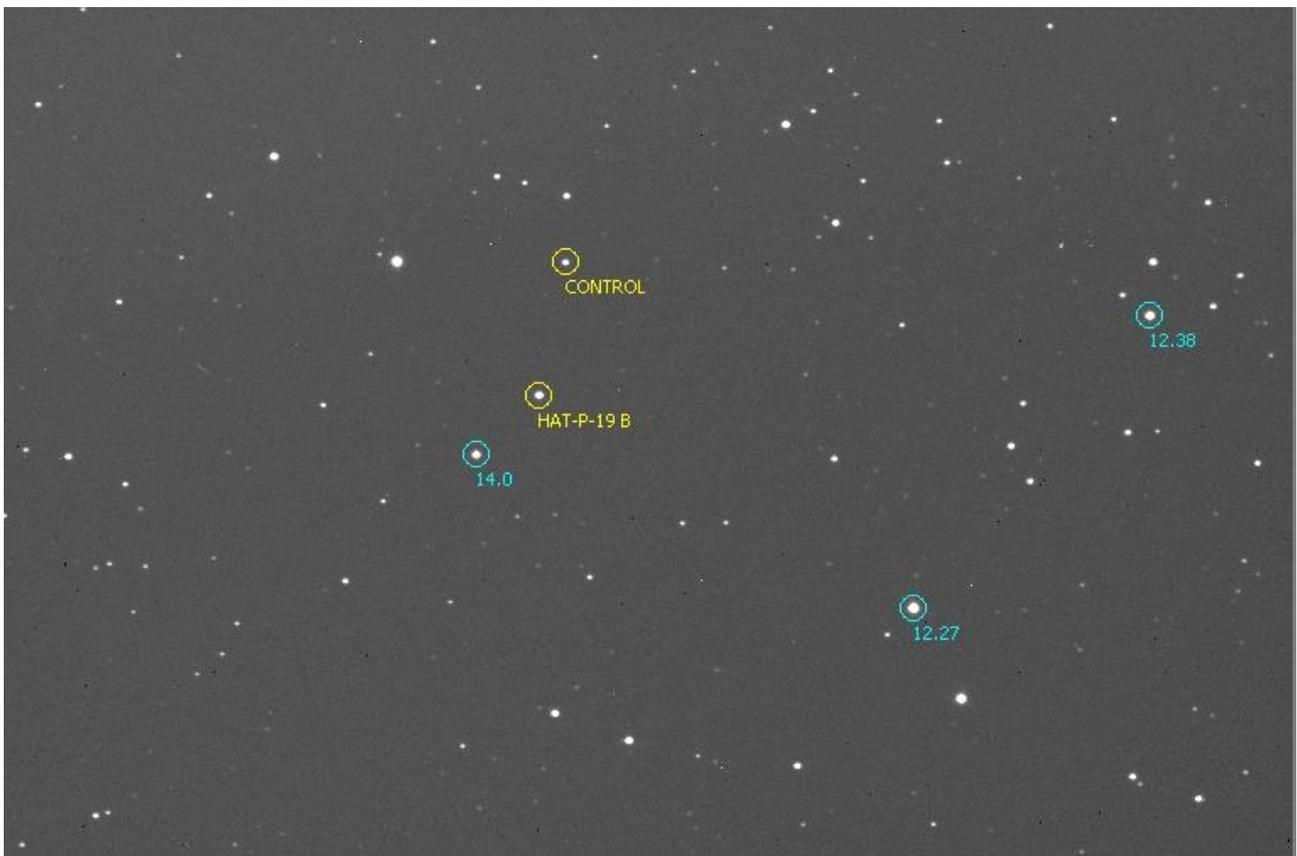
**Importante: Magnitud absoluta.** Si más adelante queremos calcular datos de magnitud absoluta, es necesario dar al programa las magnitudes de las estrellas de calibrado escribiendo estas en el lugar correspondiente al nombre, eventualmente seguida de un espacio y el nombre del filtro empleado.

**Importante: Prevención de la saturación.** Durante la toma de una serie larga de imágenes, la transparencia atmosférica puede variar de forma sustancial. Por ejemplo, si empezamos cerca del horizonte aumentará considerablemente al ir ganando altura. El tiempo de exposición debe ser elegido teniendo en cuenta este factor. Tal vez sea conveniente hacer alguna imagen de prueba y controlar las estrellas para evitar este problema que tener que tirar varias horas de

trabajo. En la ventana de selección de estrellas aparece, como guía, el valor del píxel más brillante de cada una.

Anillo de cálculo del fondo. Al comentar la configuración de los anillos fotométricos vimos que era importante que el tercero no se viera contaminado por la estrella que pretendemos medir (o que utilizamos para calibrar). Ahora es el momento de decir que no importa si en este anillo aparece "otra" estrella. FotoDif se encarga de que no afecte a la medida.

Una vez aceptados los datos, FotoDif volverá a la ventana anterior, marcará la estrella seleccionada y permitirá seguir añadiendo más. Al final veremos algo así:



Una vez marcadas todas las estrellas, un par de cosas interesantes:

- Con "Guardar como..." podemos grabar una imagen jpg del campo, que será útil más adelante como referencia.
- Con "Guarda posiciones..." podemos guardar un archivo de texto con los datos de todas las estrellas, que será útil si más adelante necesitamos volver a marcarlas.
- Con "Recupera posiciones..." invertimos el proceso: marcamos todas las estrellas a partir de un archivo guardado sin necesidad de repetir una por una.

El resto de los botones y deslizadores sirven para cambiar el aspecto de la

imagen.

Si sufrimos un error al marcar la estrella de referencia, la primera variable, no pasa nada. Pulsamos sobre "Cancelar" y repetimos el proceso.

Al aceptar esta ventana, junto al segundo botón se actualizará la cantidad de estrellas de calibrado y variables. Es necesario haber marcado al menos una de cada clase para que el programa permita continuar.

**Importante: Segunda serie y siguientes.** Si por cualquier motivo se divide el proceso de las imágenes (ver sección siguiente), al llegar a la ventana de selección de estrellas el proceso es ligeramente distinto: FotoDif pedirá que localicemos la primera variable, y a continuación localizará y marcará el resto de las estrellas.

En algunos casos (por ejemplo, seguimiento de asteroides) puede ser necesario volver a marcar manualmente las estrellas de calibrado y variables. En este caso, antes de pulsar el botón "Selección de estrellas", marcaremos la casilla "Forzar selección manual". De esta manera podremos marcar una a una las estrellas de interés. Es muy importante que estas estrellas sean exactamente las mismas que se marcaron en la primera serie ya que FotoDif no puede hacer esta comprobación, y si hay alguna diferencia más tarde pueden aparecer errores difíciles de controlar. Por eso sólo se empleará este procedimiento cuando sea imposible la selección automática descrita en el párrafo anterior

## Proceso

Todo listo. Pulsamos el botón correspondiente y FotoDif empieza con el trabajo duro, informando en las dos líneas bajo el botón de sus avances. Pero...



Hay varios motivos que pueden obligar al programa a detenerse con este informe. FotoDif es capaz de seguir a lo largo de la serie pequeños desplazamientos del campo, pero puede ser que hayamos hecho una parada para recentrar, provocando un salto mayor que su tolerancia, puede que se haya nublado, puede...

**Importante: Control de tolerancia de errores.** En Configuración / fotometría hay un control deslizante que sirve para ajustar la tolerancia del control de errores. Se puede fijar entre los valores 1 y 9, siendo 1 el más relajado y 9 el más estricto.

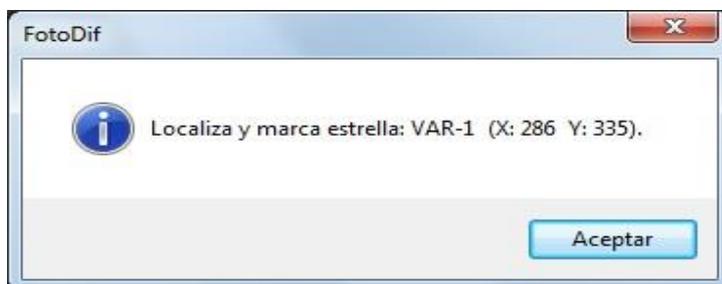
En todos los casos, hay que seguir una serie de pasos para continuar con garantías:

- Anotar el nombre de la imagen que provocó el fallo.
- Averiguar el origen del mismo examinando la imagen anterior y las siguientes y actuando en consecuencia: Si la imagen es correcta pero tiene el campo desplazado continuaremos a partir de esta, si esta o las siguientes imágenes se hay estropeado, por ejemplo por el paso de nubes, lo más conveniente es eliminarlas del disco y dejar a partir de la siguiente en buenas condiciones.

A continuación:

- Volver a "Lista de estrellas" y seleccionar las imágenes a partir de la que queramos procesar hasta el final, pero teniendo cuidado de desmarcar la casilla "Primera serie". En nuestro caso, el error se debió a un desplazamiento del campo, la imagen que falló es correcta, así que abrimos la lista a partir de ella.

- Volver a "Selección de estrellas". Como estamos midiendo la segunda serie, el programa se comportará de una manera diferente, abrirá una ventana como esta,



Al pulsar sobre la estrella solicitada, el programa localizará y marcará el resto a partir de su posición.

Si durante el proceso de marcaje manual se seleccionó más de una estrella manual, el programa da la oportunidad de emplear dos estrellas para la localización de las demás. Este procedimiento permite corregir giro y escala, además de desplazamientos lineales. Para ello presentará una segunda ventana similar a la anterior:



Si pulsamos sobre "Aceptar" el programa permitirá marcar la segunda estrella, pero si "cancelamos", continuará la localización sólo con la primera, la seleccionada según el apartado anterior.

Para localizar las estrellas puede servir la imagen del campo que grabamos en la primera selección.

**Importante: coordenadas.** Las coordenadas que aparecen en la ventana corresponden a la posición de la estrella en la última imagen procesada. Como pudo haber desplazamientos, las consideraremos sólo como referencia.

- Volvemos a pulsar "Proceso". Si hay más interrupciones seguiremos el mismo procedimiento hasta llegar a la última imagen. Aparecerá el rótulo "Finalizado".

Si a pesar de nuestros cuidados alguna de las variables o estrellas de calibrado ha alcanzado el límite de linealidad, aparecerá una ventana dando cuenta de esta circunstancia. Si el problema afecta sólo a las estrellas de calibrado, tal vez sea posible repetir el proceso de medida empleando estrellas más débiles.

## Guardar y recuperar datos

El proceso de medida de una larga serie de imágenes puede ser largo y tedioso. Lo más conveniente en este momento es "Guardar los datos" para poder recuperarlos cuando sea necesario sin tener que volver a medir. La operación de recuperación dejará el programa en el mismo estado que cuando se guardaron.

**Importante: recuperación de varias series de datos.** FotoDif permite la apertura de varias series de datos, que pueden ser, por ejemplo, de varios días diferentes. El objetivo principal de esta funcionalidad es aplicar la búsqueda de variables de largo periodo. Es una condición imprescindible que las cabeceras de todas las series sean idénticas, es decir que contengan las mismas estrellas y en el mismo orden.

El procedimiento para conseguir esto es el siguiente:

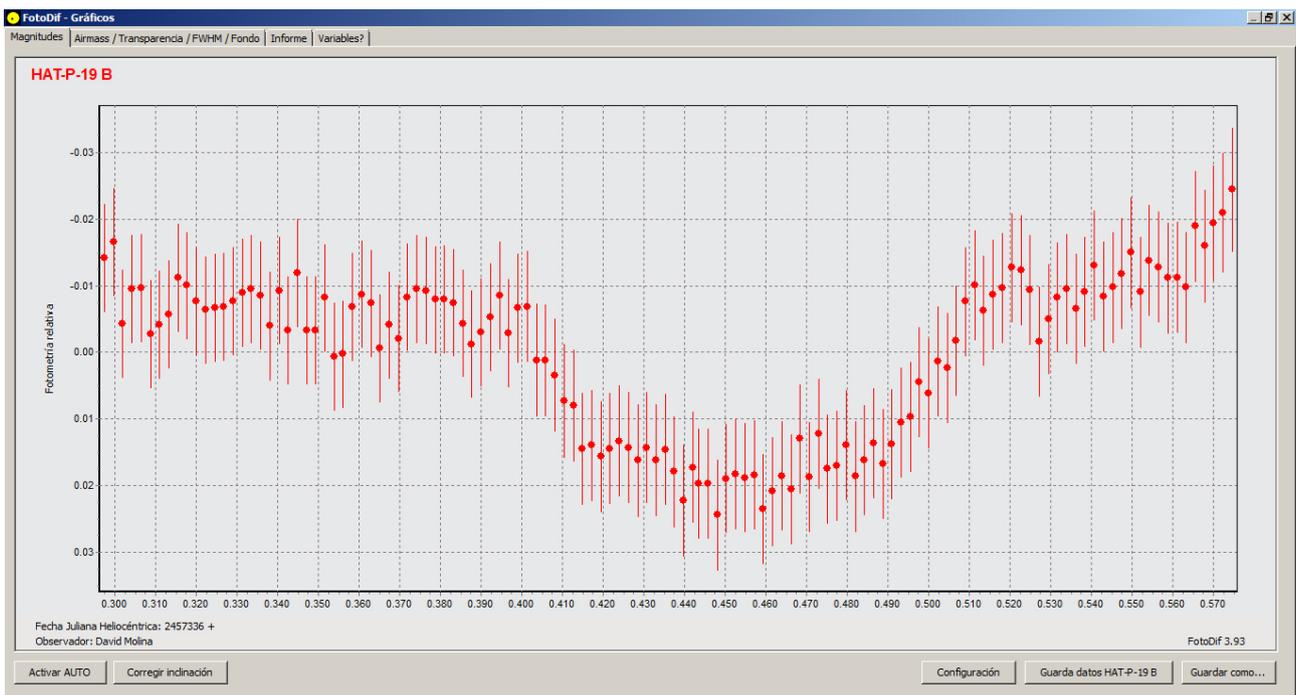
- La primera vez que seleccionemos estrellas se hará de manera manual (primera serie). A continuación "guardaremos" las posiciones.

- En las siguientes ocasiones, días, etc, la localización de las estrellas se hará mediante la "recuperación" de posiciones.

Sólo de esta manera queda asegurado que las estrellas sean las mismas y con los mismos nombres.

## Gráficos

Pulsando sobre el botón correspondiente, se abre una ventana con más o menos este aspecto:



Las tres primeras pestañas de la parte superior muestran por orden: este gráfico, un conjunto de cuatro gráficos con los datos que se indican y un informe numérico configurable. ¿De variables? nos ocuparemos más adelante.

En cuanto a los botones de la parte inferior:

- "Guardar como..." permite grabar la gráfica en formato gif.

. Guardar datos VAR-1 (el nombre de la primera variable), permite guardar los datos, en un formato similar al de la ventana principal, es decir, como procedentes del proceso de las imágenes, pero sólo de la primera estrella. Veremos que esto es importante más adelante, al hablar del análisis de periodos.

- "Configuración" abre una ventana flotante que permite modificar varios aspectos de la visualización, tales como elegir entre magnitud relativa, absoluta, flujos relativos o flujos absolutos expresados en cuentas(1), elegir las estrellas a representar, agrupar puntos por cantidad o tiempo, cambiar el aspecto y color

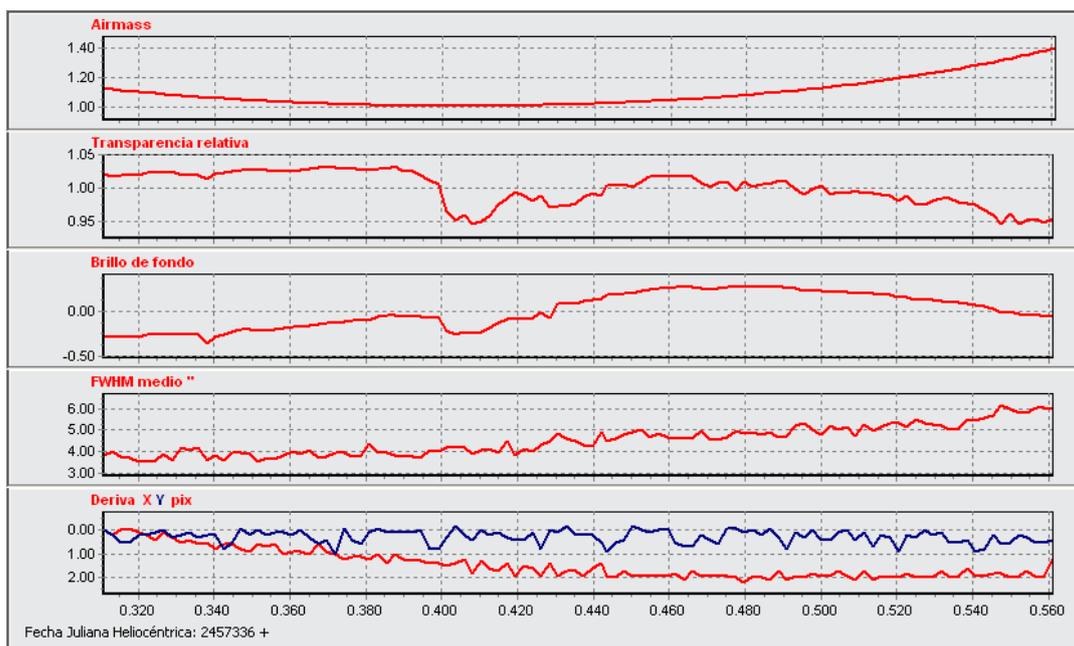
de los símbolos, etc. En este caso he aplicado una media móvil a la variable y he separado ambas estrellas para facilitar la visualización. Alguno de los cambios que se realizan en esta ventana se reflejan en los informes, por ejemplo, el formato de la fecha.

(1) FotoDif desconoce algunos datos esenciales para calcular los flujos en las unidades correctas,  $W/m^2/s$ , tales como el diámetro del objetivo, factor de transmisión de la óptica o ganancia de la cámara. Por ello ofrece este dato en cuentas. No es la misma unidad pero es proporcional, así que se pueden establecer comparaciones relativas entre estrellas.

## Borrado de puntos

Es posible borrar algún punto que por cualquier motivo sea claramente erróneo. Basta con hacer clic con el ratón sobre él para que aparezca una ventana con los datos y un botón para confirmar el borrado.

Más gráficos, con información adicional:



## Informes

Bajo la pestaña correspondiente se encuentra todo lo necesario para confeccionar informes los informes correspondientes a la gráfica que se está visualizando:

FotoDif - Gráficos

Magnitudes | Airmass / Transparencia / FWHM / Fondo | Informe | Variables?

FOTOMETRÍA RELATIVA

HAT-P-19 B

FECHA	J	HELIO	MAG	+/-	RSR	AIRMS	TRANS	FWHM"	FONDO	N	NUM
2457336.29735			-0.014	0.008	134	1.170	1.01	3.59	-0.36	01	0001
2457336.29961			-0.017	0.008	134	1.162	1.01	3.50	-0.36	01	0002
2457336.30188			-0.004	0.008	134	1.155	1.02	3.70	-0.34	01	0003
2457336.30413			-0.010	0.008	134	1.148	1.02	3.52	-0.33	01	0004
2457336.30639			-0.010	0.008	134	1.141	1.02	3.73	-0.32	01	0005
2457336.30865			-0.003	0.008	134	1.134	1.02	3.60	-0.30	01	0006
2457336.31091			-0.004	0.008	134	1.128	1.03	3.58	-0.26	01	0007
2457336.31317			-0.006	0.008	134	1.121	1.02	3.78	-0.26	01	0008
2457336.31542			-0.011	0.008	135	1.115	1.02	3.46	-0.26	01	0009
2457336.31767			-0.010	0.008	135	1.109	1.02	3.41	-0.26	01	0010
2457336.31997			-0.008	0.008	135	1.104	1.02	3.25	-0.26	01	0011
2457336.32222			-0.006	0.008	135	1.098	1.03	3.24	-0.24	01	0012
2457336.32448			-0.007	0.008	135	1.093	1.03	3.27	-0.24	01	0013
2457336.32672			-0.007	0.008	135	1.088	1.03	3.70	-0.24	01	0014
2457336.32898			-0.008	0.008	135	1.083	1.03	3.33	-0.23	01	0015
2457336.33125			-0.009	0.008	135	1.078	1.02	3.96	-0.23	01	0016
2457336.33352			-0.010	0.008	135	1.074	1.02	3.77	-0.22	01	0017
2457336.33576			-0.008	0.008	134	1.069	1.02	3.86	-0.24	01	0018
2457336.33803			-0.004	0.008	134	1.065	1.02	3.25	-0.34	01	0019
2457336.34029			-0.009	0.008	135	1.061	1.03	3.41	-0.26	01	0020
2457336.34255			-0.003	0.008	135	1.057	1.03	3.33	-0.23	01	0021
2457336.34479			-0.012	0.008	135	1.053	1.03	3.72	-0.20	01	0022
2457336.34705			-0.003	0.008	135	1.050	1.03	3.58	-0.18	01	0023
2457336.34931			-0.003	0.008	135	1.046	1.03	3.55	-0.17	01	0024
2457336.35156			-0.008	0.008	135	1.043	1.03	3.31	-0.19	01	0025
2457336.35381			0.001	0.008	135	1.040	1.03	3.34	-0.18	01	0026
2457336.35607			0.000	0.008	135	1.037	1.03	3.34	-0.17	01	0027
2457336.35835			-0.007	0.008	135	1.034	1.03	3.45	-0.17	01	0028
2457336.36059			-0.009	0.008	135	1.031	1.03	3.62	-0.16	01	0029
2457336.36285			-0.007	0.008	135	1.028	1.03	3.51	-0.15	01	0030
2457336.36510			-0.001	0.008	135	1.026	1.03	3.74	-0.13	01	0031
2457336.36736			-0.004	0.008	135	1.024	1.04	3.44	-0.12	01	0032
2457336.36964			-0.002	0.008	135	1.022	1.04	3.40	-0.11	01	0033
2457336.37190			-0.008	0.008	135	1.020	1.03	3.56	-0.11	01	0034
2457336.37417			-0.010	0.008	135	1.018	1.03	3.64	-0.09	01	0035

3 Decimales  FWHM en W2  Airmass  FWHM  N. Orden  Informe AAVSO  
 RSR  Transparencia  Brillo de fondo  Cantidad  Informe ALCDEF

Guardar como...

### 5.3. EJEMPLO PRACTICO

En este apartado, vamos a explicar con un ejemplo práctico la manera de proceder a la hora de plantearnos una sesión de observación de tránsitos de exoplanetas, así como la obtención y el análisis de datos.

Lo primero que tenemos que hacer es elegir destino de observación, para ello como comentamos en el capítulo 4.1, disponemos de diferentes herramientas web para planificación de observaciones, bien mediante ETD, NASA o TransitSearch.

Esta vez vamos a observar HAT-P-19b, ya que se adapta bastante bien a nuestras preferencias, estas dependerán de muchos factores, el equipo utilizado, ventana de observación, etc.

Una vez elegido el objetivo, podemos consultar a través de la página StarObs, la mejor época para observar el objetivo, por si se quisiera hacer un seguimiento más exhaustivo del mismo.

Transits predictions for ELONGITUDE: -3° and LATITUDE: 40°

OBJECT	BEGIN (UT/h,A)	CENTER (DD.MM. UT/h,A)	END (UT/h,A)	D (min)	V (MAG)	DEPTH	Elements Coords
CoRoT-3 b	16:32 Aql 51°S	08.11. 18:20 43°SW	20:07 26°SW	215	13.3	0.0054	54283.1383+4.2588°E RA: 19 28 13.30 DE: +08 07 58.59
WASP-75 b	19:58 Aqr 41°S	08.11. 20:57 39°S	21:56 33°SW	118.37	11.45	0.0116	56016.2669+2.484193°E RA: 22 49 32.57 DE: +10 40 32.0
HAT-P-7 b	21:08 Cyg 41°NW	08.11. 23:09 23°NW	1:11 9°NW	243	10.5	0.0067	53790.2593+2.2047209°E RA: 19 28 50.37 DE: +47 58 10.5
WASP-60 b	0:07 Peg 49°W	09.11. 1:47 31°W	3:27 13°NW	200.16	12.18	0.0065	55747.0295+4.3050011°E RA: 23 46 39.08 DE: +31 09 21.4
HAT-P-10/WASP-11 b	1:54 Ari 67°W	09.11. 3:13 52°W	4:33 37°W	159	11.89	0.0254	54720.9083+3.722499°E RA: 03 09 28.54 DE: +30 40 26.0
HAT-P-25 b	2:51 Ari 55°W	09.11. 4:16 38°W	5:40 22°W	169	13.19	0.0204	55176.8517+3.652836°E RA: 13 12 44.86 DE: +25 11 51.2
HAT-P-44 b	3:15 Boo 13°NE	09.11. 4:48 25°NE	6:22 39°NE	187.63	13.21	0.0194	55382.81957+4.301217°E RA: 14 12 34.56 DE: +47 50 52.9
WASP-65 b	4:27 Cnc 54°SE	09.11. 5:49 59°S	7:11 55°SW	164.1	11.9	0.0138	56110.6877+2.3114243°E RA: 08 53 17.83 DE: +08 31 42.8
HAT-P-23 b	16:56 Del 67°S	09.11. 18:01 65°SW	19:06 58°SW	130.75	12.43	0.0076	54852.28464+1.212884°E RA: 02 50 26.73 DE: +16 45 44.3
HAT-P-49 b	16:43 Vul 78°SE	09.11. 18:47 67°SW	20:50 44°W	246.53	10.326	0.0075	55399.62406+2.691548°E RA: 20 21 46.08 DE: +26 41 33.5
HAT-P-52 b	17:47 Ari 19°NE	09.11. 18:59 32°E	20:11 46°E	144.43	14.068	0.0146	55882.10326+2.783953°E RA: 02 50 53.20 DE: +29 53 26.6
WASP-58 b	17:23 Lyr 66°NW	09.11. 19:17 46°NW	21:11 28°NW	227.81	11.66	0.0156	55183.9335+5.01718°E RA: 08 58 48.26 DE: +45 10 19.1
KOI 0135 b	17:53 Lyr 68°NW	09.11. 19:21 53°NW	20:48 39°NW	175.6	13.958	0.0080	54965.4159+3.024095°E RA: 19 05 57.82 DE: +46 40 05.88
WASP-74 b	18:59 Aql 43°SW	09.11. 20:07 33°SW	21:16 22°W	137.52	9.7	0.0104	56506.8018+2.12776°E RA: 20 18 10 DE: -01 04 32.6
XO-4 b	18:29 Cyr 23°NW	09.11. 20:41 23°NE	22:53 38°NE	164	10.7	0.0108	54485.9322+4.12508°E RA: 19 01 31.20 DE: +08 31 20
HAT-P-19 b	21:22 And 85°S	09.11. 22:47 75°W	0:12 59°W	170.2	12.901	0.0215	55091.53417+4.008778°E RA: 00 38 04.07 DE: +34 42 42.2
HAT-P-9 b	21:50 Aur 19°NE	09.11. 23:33 37°E	1:16 55°E	206	12.3	0.0126	54417.9077+3.022814°E RA: 07 20 40.45 DE: +37 08 26.4

Fig.5.3.1. Vista de Transit Predictions en ETD donde se puede encontrar informacion de transitos.

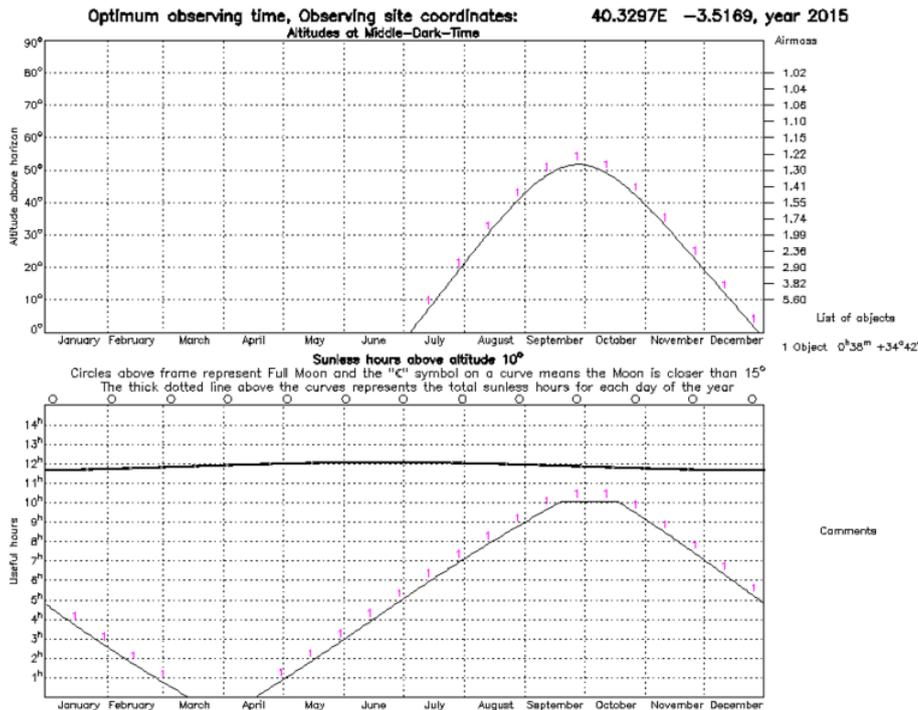


Fig.5.3.2. Vista de la gráfica obtenida mediante StarObs en la que se muestra la visibilidad del objeto.

Ya sabemos que vamos a observar, damos por realizada la aclimatación del telescopio, así como una librería previa de darks y bias, respecto a los flats o campos planos, las realizaremos al terminar la toma de imágenes.

También debemos actualizar la hora del PC con el que estemos trabajando, recomiendo actualización automática con hora.roa.es.

Pondremos a refrigerar la ccd, siempre que haya opción claro está, para esta prueba hemos decidido  $-10^{\circ}$ , y una vez se haya estabilizado la temperatura nos pondremos a realizar pruebas de valores ADU's, con las estrellas objetivo.

Una vez tenemos el campo de estrellas, la cámara refrigerada y estabilizada, así como un guiado a poder ser lo más fino posible, podemos empezar a tomar imágenes de prueba, empezaremos con 120" (este dato dependerá del modelo de ccd), se trata de llegar a un valor ADU entre 20.000 y 40.000, eso dependerá de la sensibilidad y la eficiencia de la ccd.

El tiempo de exposición no debe ser menor que 60" ni debería ser mayor que 300" pues cerca de estos valores, las mediciones pueden no ser muy precisas debido al tiempo empleado en cada toma nos perderemos el valor de entrada y salida del tránsito a medir si el tiempo de exposición es muy alto y mediremos el titileo de la estrella con valores por debajo de 60".

Viendo la toma que hemos realizado y mediante MaximDL u otro programa similar, mediremos el valor máximo en ADU's de la estrella a medir y a ser posible las de calibración. Si su valor se encuentra dentro del rango de linealidad de la cámara que en nuestro caso es de 20.000 a 40.000, ya tienes todo preparado.

Si no fuera así, es decir, si sobrepasáramos ese valor deberíamos desenfocar hasta conseguir el rango definido anteriormente, si aun así vemos que el desenfoco puede comprometer el guiado (en ccd's con doble sensor) o simplemente la estrella fuera tan brillante que se saliera del rango ADU's definido, disminuiríamos el tiempo de exposición.

Si por el contrario no consiguiéramos llegar a un valor de ADU's aceptable para realizar las mediciones deberíamos incrementar el tiempo de exposición.

*Es preferible exposiciones de 120" con la imagen desenfocada (+/- 30000 cuentas), que exposiciones de 60" con imagen enfocada (+/- 40000 cuentas)*

Una vez elegido el tiempo de exposición que mejor se ajuste a nuestro objeto debemos de empezar a tomar imágenes una hora antes del tránsito y una hora después del mismo, si fuera posible 2 horas antes y después mejor. Esto ayudara a identificar el momento de entrada y salida del exoplaneta. Claro está que nuestra ventana de observación, así como la duración del tránsito definirán este valor.

Las tomas flats debería de ser realizadas una vez averiguado el foco de nuestras imágenes, o bien se pueden hacer al amanecer o si se dispone de caja de flats o algo por el estilo, antes o después de las tomas.

Poniendo en práctica todo lo aquí explicado, a la mañana siguiente si la noche ha sido provechosa, y una vez calibradas o reducidas todas las imágenes, aparecerá ante tus ojos un nuevo mundo. Una vez realizado el análisis de los datos, como se ha explicado anteriormente obtendrás una curva de luz que nos dará los valores del Radio del exoplaneta y la inclinación del mismo.

## 6. METODLOGIA DE OBSERVACION

Como ya hemos visto anteriormente, se trata de ser metódicos en nuestra manera de adquirir las tomas para realizar mediciones. En este capítulo tan solo, enumerare las operaciones que yo personalmente realizo, puede que cada uno en base a sus necesidades tenga otra metodología que se adapte mejor a él y su equipo, perfecto entonces.

1. Planificación de observación (elegir objetivo observacional)
2. Aclimatación del sistema óptico.
3. Elección de filtro.
4. Tomas calibración darks y bias.(en mi caso tengo librerías a diferentes temperaturas y diferentes exposiciones, quizá lo más practico).
5. Estabilización de temperatura ccd.
6. Localizar y encuadrar objetivo, sin que se vea afectado a ser posible, por píxel muertos o motas de polvo en el sensor.
7. Localizar estrella de guiado y comenzar el auto-guiado.
8. Elegir el tiempo de exposición, hasta conseguir el valor ADU's adecuado.
9. Modificar enfoque si fuera necesario, en ccd's con doble chip probablemente necesitara parar el guiado. Con otra ccd auxiliar no será necesario.
10. Una vez elegido el foco y tiempo de exposición, planificar tomas teniendo en cuenta lo mencionado en el cap.5.3.



y la Tierra,

$$\frac{\Delta F_J}{F} = \frac{R_J^2}{R_\odot^2} = \frac{7.0 \times 10^4 \text{ km}}{7.0 \times 10^5 \text{ km}} = 1 \times 10^{-2}$$
$$\frac{\Delta F_\oplus}{F} = \frac{R_\oplus^2}{R_\odot^2} = \frac{6.4 \times 10^3 \text{ km}}{7.0 \times 10^5 \text{ km}} = 8 \times 10^{-5}$$

hallamos pues que un tránsito de un planeta gigante como Júpiter causaría una disminución de la curva de luz de su estrella en torno al 1% , lo que es factible detectar desde los observatorios terrestres con cierta facilidad.

Sin embargo, un planeta terrestre produciría una disminución de  $10^{-2}$  % aproximadamente, unas 100 veces menor, lo que requeriría una precisión fotométrica de  $10^{-4}$ . Esto es imposible de lograr desde observatorios en tierra y es una misión para observatorios situados en órbita terrestre.

Pero una vez detectada una disminución de luminosidad periódica en una estrella, ¿es suficiente para afirmar que hemos detectado el tránsito de un planeta gigante? No lo es, sólo podríamos concluir que se trata de un objeto opaco del tamaño de Júpiter (por ejemplo) transitando frente a su estrella (pudiendo haber detectado a una enana marrón, por ejemplo). Para determinar si se trata de un planeta es necesario conocer su masa, parámetro que se halla mediante la técnica de la velocidad radial (RV).

La combinación de ambas técnicas es muy potente: las medidas de velocidad radial nos informan de la masa del planeta mientras que el método del tránsito acota la inclinación orbital,  $i$ , que es la mayor incertidumbre de las medidas de RV. Sabiendo masa y radio, deducimos la densidad y podemos comenzar a inferir el estado de la materia que lo compone, es decir, si nos encontramos ante un planeta en estado sólido, líquido o gaseoso.

## 7.2. Duración del tránsito, inclinación orbital y parámetro de impacto.

Vamos a calcular una expresión a partir del periodo orbital  $P$  y de la fracción de la órbita del planeta durante la cual el planeta atraviesa el disco estelar. Para ello nos apoyamos en la Fig. 4.2. Las líneas paralelas desde los bordes de la estrella que viajan hacia el observador, intersectan la órbita del planeta en los puntos V y W. Asumiendo que el radio de la órbita,  $a$ , es mucho mayor que el radio de la estrella,  $R^*$ , el arco entre V y W tiene casi la misma longitud que la cuerda V-W, es decir  $2R^*$ . Para una órbita circular, la duración del tránsito se expresa:

$$T_{dur} = P \times \frac{\text{longitud del arco } VW}{2\pi a} = \frac{P \times 2R_*}{2\pi a} \quad (4.4)$$

luego

$$T_{dur} = \frac{PR_*}{\pi a}$$

Dado que la longitud del arco es  $2a\theta$ , donde  $\theta$  es el ángulo indicado en la figura anterior, tenemos que

$$\sin\theta = \frac{R_*}{a}$$

por lo tanto

$$T_{dur} = P \times \frac{2a \sin^{-1}(R_*/a)}{2\pi a} = \frac{P}{\pi} \sin^{-1}\left(\frac{R_*}{a}\right)$$

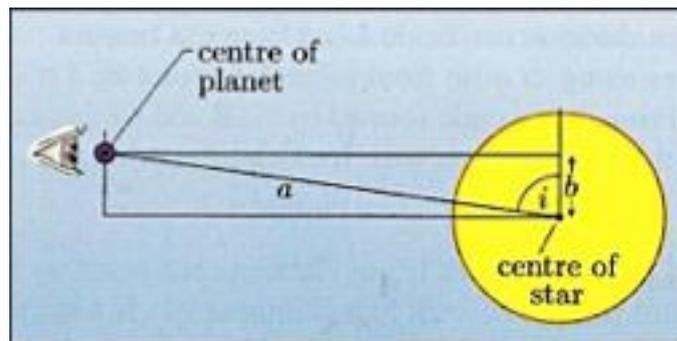


Fig.7.2.1 Trigonometría que determina el parámetro de impacto

Esta ecuación es válida cuando el observador está situado exactamente en el plano de la órbita, en caso contrario (estadísticamente lo más frecuente) existe un ángulo entre dicho plano y el observador que denominamos  $i$  (Fig.7.2.1) se hace necesario definir el *parámetro de impacto*,  $b$ .

Pero antes conviene precisar las fases de un tránsito

Un tránsito tiene cuatro contactos como vemos en la Fig. 4.4. El primero se da cuando el limbo del planeta coincide con el limbo de la estrella. El segundo ocurre cuando justo todo el disco del planeta ha entrado en el disco de la estrella. El tercero corresponde al último instante cuando todo el disco del planeta está dentro del disco estelar. El cuarto contacto es el momento en el que todo el disco del planeta ha salido completamente del disco de la estrella.

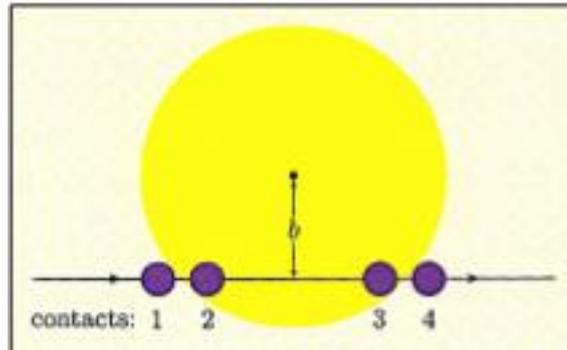


Fig.7.2.2 Fases de un tránsito.

El parámetro de impacto es la distancia vertical a medio tránsito del centro del planeta desde el centro de la estrella vista por el observador (Fig 4.3). Esta distancia viene dada por

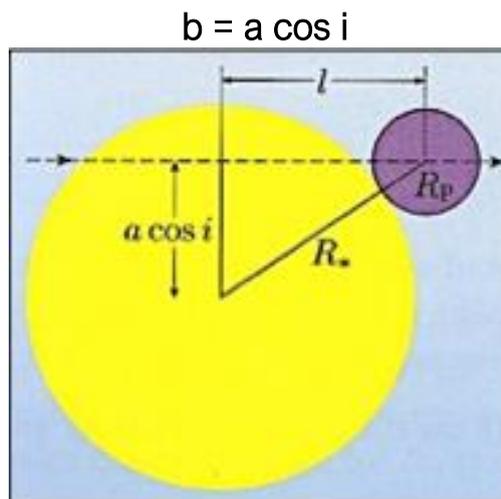


Fig.7.2.3. El teorema de Pitagoras nos permite expresar  $l$  en terminos de parametro de impacto  $b$  y los radios de la estrella planeta.

La duración del tránsito depende en buena medida del parámetro de impacto. La Fig. 4.5 revela la geometría implicada, durante el momento del 4º contacto. Observamos el disco de la estrella y el del planeta. De ello y aplicando teorema de Pitágoras, tenemos que

$$l = \sqrt{(R_* + R_p)^2 - a^2 \cos^2 i}$$

Sustituyendo esta expresión en la ecuación 4.7 (cuando eran  $b=0$ ,  $i=90^\circ$ ) obtenemos la expresión general de la duración de un tránsito para un exoplaneta en órbita circular

$$T_{dur} = \frac{P}{\pi} \sin^{-1} \left( \frac{\sqrt{(R_* + R_p)^2 - a^2 \cos^2 i}}{a} \right)$$

y si asumimos que la ecuación se simplifica

$$T_{dur} = \frac{P}{\pi} \left[ \left( \frac{R_*}{a} \right)^2 - \cos^2 i \right]^{1/2}$$

Armados con esta formulación, si conocemos el tipo espectral de la estrella, podemos inferir el valor de su masa  $M^*$  y su radio  $R^*$ . Entonces, obteniendo experimentalmente el valor de la duración del tránsito  $T_{dur}$  y el periodo, es posible calcular la inclinación orbital  $i$ .

### 7.3. Periodo de rotación

El periodo orbital del exoplaneta se determina observando el tránsito durante varios ciclos, se precisan un mínimo de tres, dos para establecer el parámetro y uno más para confirmarlo, si bien para establecerlo con precisión se emplea la expresión:

$$P = \frac{T_{elapsed}}{N_{cycles}}$$

siendo  $T_{elapsed}$  el tiempo transcurrido entre dos observaciones de un hito del tránsito (normalmente el tiempo central) ampliamente separadas y el  $N_{cycles}$  número de tránsitos observados.

Conocido el periodo de rotación del planeta, la tercera ley de Kepler nos da el semieje mayor en función de las masas y el periodo orbital:

$$\frac{a^3}{P^2} = \frac{G(M_* + M_p)}{4\pi^2}$$

$$a = (G(M_* + M_p))^{1/3} (P/2\pi)^{2/3}$$

Dado que  $M_p \ll M^*$ , tan sólo con disponiendo del periodo orbital  $P$  y  $M^*$ , el semieje mayor de la órbita del planeta puede ser deducido:

$$a \approx (GM_*(P/2\pi)^2)^{1/3}$$

## 7.4. Forma del tránsito

La forma del tránsito, o lo que es lo mismo, la forma de la curva de luz viene determinada por los siguientes factores (Fig. 4.6):

1. La profundidad del tránsito  $\Delta F$ , medida desde el nivel *fuera de tránsito* al nivel a *mitad de tránsito*.
2. La duración del tránsito  $T_{dur}$ , medida entre el primer y cuarto contacto. A su vez depende de  $R_p$ ,  $R^*$  e  $i$ .
3. La duración del *ingreso*  $t_1-t_2$ , (o el equivalente *egreso*  $t_3-t_4$ ). Este tiempo depende del radio del planeta  $R_p$  principalmente pero también de la inclinación orbital  $i$ . En función de ésta, tendremos tránsitos centrales en los que el planeta se mueve a través del limbo ecuatorial de la estrella y entonces la distancia entre primer y segundo (y segundo y tercero) contacto es mínima (produce ingresos y egresos cortos). En cambio, para valores de  $i$  mayores, el movimiento del planeta a través del limbo es un ángulo del normal y entonces la distancia y el tiempo transcurrido son mayores (ingresos y egresos largos). (Fig. 4.7)
4. Oscurecimiento hacia el limbo. Las estrellas no tienen un brillo uniforme en toda su superficie, sino que éste decrece desde el centro hacia el limbo. Dicho efecto es el responsable de la curvatura de la parte del fondo de la curva de luz (Fig. 4.7). Esta curvatura no es igual de marcada para todas las longitudes de onda, siendo las ondas más largas menos sensibles a ello.

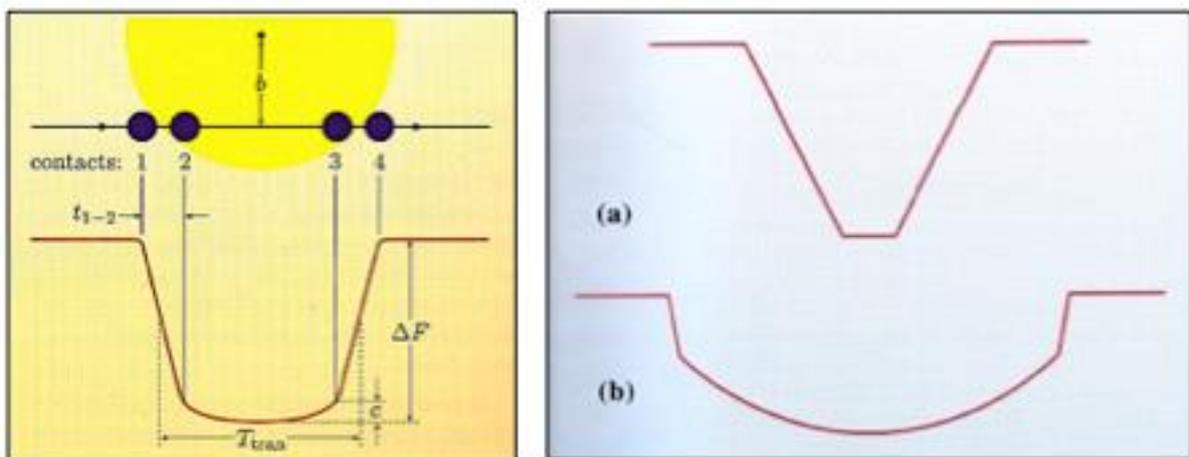


Fig. 7.4.1. Propiedades de una curva de luz de un tránsito. Respecto a la duración, en este trabajo consideramos el concepto relacionado con  $T_{tran}$  comentado en el texto y no la alternativa  $T_{tran}$  de esta figura, a) curva de luz de un planeta grande con parámetro de impacto elevado y muy poco oscurecimiento hacia el limbo. b) el caso de un planeta pequeño con reducido parámetro de impacto y elevado oscurecimiento hacia el limbo.

## 8.UTILIDADES

ETD:

<http://var2.astro.cz>

NASA Exoplaneta:

<http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu>

Fotodif:

<http://www.astrosurf.com/orodeno/fotodif/>

Object Visibility:

<http://catserver.ing.iac.es/staralt/>

PlanetHunters:

<http://blog.planethunters.org/>

Exoplanetas.es:

<http://exoplanetas.es/>

Transit search:

<http://www.transitsearch.org/>

AVVSO:

<https://www.aavso.org/>

ExoplanetenObservatorium:

<http://blog.exoplaneten-observatorium.de>

PlanetQuestNASA:

<http://planetquest.jpl.nasa.gov/>

ObservatorioMontcabrer:

<http://cometas.sytes.net/>

Astroerrante:

<http://www.astroerrante.com/>

ObservatorioRemoto:

<http://observatorioremoto.blogspot.com.es/>

Elbrus:

<http://www.astrosurf.com/pulgar/elbrus/elbrusin.htm>

AnunakiObservatory

<https://anunakiobservatory.es/>