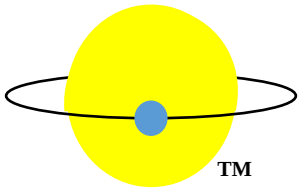
Guía práctica para la observación de exoplanetas

Revisión 4.2

octubre de 2018



por

Dennis M. Conti

dennis@astrodennis.com

www.astrodennis.com

Traducción al Español:

Observatori Astronòmic Albanyà

www.observatorialbanya.com

Traductor: Ivan Alsina Ferrer

Correctores:

Pere Guerra Serra

Pau Bosch Cabot

© Copyright 2018 by Dennis M. Conti

Tabla de contenidos

1. Introducción 4
2. Contexto 5
3. Observación de exoplanetas 6
4. Instrumentación 7
   4.1. Montura 7
   4.2. Montaje del tubo óptico 9
   4.3. Cámara de imagen 9
   4.4. Autoguiado 10
   4.5. Filtros 11
5. Consideraciones previas 11
   5.1. Recogida de información 11
   5.2. Consideraciones para la selección de un exoplaneta objetivo 12
   5.3. Predicciones de volteo alrededor del meridiano 13
6. Buenas prácticas 13
   6.1. Fase de preparación 13
      6.1.1. Directorios de los archivos 13
      6.1.2. Estabilización del sistema de imagen a una temperatura apropiada 13
      6.1.3. Generación de los archivos *Flat* 13
      6.1.4. Autoguiado 13
   6.2. Fase de imagen 14
      6.2.1. Elección de binning 14
      6.2.2. Elección del tiempo de exposición 14
      6.2.3. Sincronización de la hora 15
      6.2.4. Sistema horario 16
      6.2.5. Temperatura de operación 16
      6.2.6. Captura de la imagen 16
   6.3. Fase de calibración de la imagen 16
      6.3.1. Archivos de calibración 16
      6.3.2. Técnicas de flat 17
      6.3.3. Creación de archivos master 19

6.3.4. Actualización de la información del encabezado FITS 19
6.4. Fase de apertura y fotometría diferencial 20
6.4.1. Fotometría de apertura 20
6.4.2. Fotometría diferencial 21
7. Usando AstroImageJ 21
7.1. Cargando imágenes en AIJ 22
7.2. Calibración de imágenes científicas 24
7.2.1. Especificando las imágenes científicas y las imágenes de calibración 26
7.2.2. Actualizando la información de los encabezados FITS 27
7.2.3. Empezando el proceso de calibración 29
7.2.4. Operación en tiempo real 30
7.2.5. Opciones adicionales 30
7.3. Cargando imágenes de calibración 30
7.4. *Plate solving* usando AIJ 31
7.4.1. Alternativas de astrometry.net 32
7.4.2. Información de astrometría 32
7.5. Realizando la fotometría diferencial 33
7.5.1. Selección de la apertura apropiada y ajustes de anillo 33
7.5.2. Preparación e inicio de la fotometría diferencial 35
7.5.3. Tratando imágenes desalineadas 38
7.5.4. Lidiando con un *meridian flip* 39
7.5.5. Almacenando y recuperando las posiciones de las estrellas objetivo y de comparación 39
7.6. Preparación para el ajuste de modelo 40
7.7. Realizar el ajuste de modelo 41
7.8. Diagrama de la curva de luz 43
7.9. Pantalla *Data Set Fittings* 44
7.10. Guardando los datos del modelo 49
7.11. Optimizando el ajuste de modelo 49
7.12. Entrada a programas externos 51
8. Sumario 52

1. Introducción

Esta es una Guía orientada tanto para quien se inicia a la observación de exoplanetas como para el observador más experimentado. Cuanto al primero, sería deseable que el usuario contara con algo de experiencia en imagen de cielo profundo o de estrellas variables. Contra más experimentado sea el observador de exoplanetas, más útil encontrará esta Guía como un repaso de "buenas prácticas", del mismo modo que una Guía práctica de utilización de AstroImageJ (AIJ) para el procesamiento de imágenes y modelización de tránsitos de exoplanetas. AIJ es un software gratuito que conforma un paquete todo en uno para la calibración de imágenes, fotometría diferencial y modelización de exoplanetas. AIJ está convirtiéndose en el estándar *de facto* para el análisis y la modelización de exoplanetas tanto para astrónomos profesionales como aficionados.

Esta Guía conducirá al usuario a través de todas las fases de la observación del exoplaneta, desde la selección de objetivos exoplanetarios adecuados hasta la modelización de tránsitos. A lo largo de ella se utilizan tránsitos reales para ejemplificar las técnicas y las posibilidades de AIJ en la modelización de los mismos.

Pueden encontrarse enlaces a la última versión de esta Guía (inglés) así como material complementario en http://astrodennis.com.

En algunas secciones expuestas a continuación se hacen referencias a una Guía del usuario de AIJ independiente escrita por el desarrollador de AIJ y que describe con mucho más detalle las opciones de uso de AIJ del que se exponen en esta Guía. La última versión de la Guía del usuario de AIJ (inglés), así como un enlace al foro de usuarios de AIJ (inglés), puede encontrarse en la página web de AIJ: http://www.astro.louisville.edu/software/astroimagej/. Una descripción en profundidad de las características de AIJ (inglés) puede encontrarse en el siguiente artículo: http://arxiv.org/abs/1601.02622.

Recientemente ha habido una creciente necesidad de observaciones desde tierra de apoyo a estudios exoplanetarios del cielo completo como KELT (Kilodegree Extremely Little Telescope) (Pepper *et al.*, 2007) y TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite) (Ricker *et al.*, 2015). Uno de los propósitos principales de tales observaciones desde tierra es ayudar a distinguir tránsitos de exoplanetas verdaderos de falsos positivos (por ejemplo, debido al eclipse de un sistema binario cercano). Por lo tanto, se ha confeccionado un artículo complementario que describe los métodos y las mejores prácticas para detectar falsos positivos. La última versión de dicho artículo (inglés) puede encontrarse en: http://astrodennis.com/FalsePositiveDetection.pdf.

Esta Guía usará las siguientes definiciones de "exoplaneta candidato" y "exoplaneta confirmado", tal y como aparecen en el glosario de la Guía de escritores TESS (NASA 2018):

- **Exoplaneta candidato:** una señal en los datos que exhibe las características de un exoplaneta en tránsito pero que no ha sido confirmado.
- **Exoplaneta confirmado:** una señal en los datos que exhibe las características de un exoplaneta en tránsito y que ha sido confirmado, típicamente a partir de datos adicionales de estudios adicionales o de análisis estadísticos de datos existentes.

Por último, a pesar de que esta Guía ha sido escrita teniendo en mente al astrónomo aficionado, las mejores prácticas y los métodos descritos aquí también se aplican a astrónomos profesionales con acceso a telescopios de diámetros inferiores al metro.

2. Contexto

En 1995, 51 Pegasi b fue el primer exoplaneta detectado alrededor de una estrella de la secuencia principal. Hasta la fecha, más de 3.700 planetas han sido confirmados por Kepler y otros observatorios terrestres y espaciales.

Durante la última década, astrónomos profesionales han estado detectando exoplanetas con éxito, ¡y lo han estado haciendo con una precisión asombrosa! Además, lo han estado haciendo con el mismo equipo que usan para crear imágenes fabulosas del cielo profundo o de curvas de luz de estrellas variables.

Existen algunos ejemplos de astrónomos profesionales que han aportado datos en apoyo a la investigación exoplanetaria. En 2004, un grupo de astrónomos profesionales/aficionados colaboró en el Proyecto XO, que culminó con el descubrimiento de varios exoplanetas. El programa KELT utiliza una red mundial de astrónomos aficionados y universidades pequeñas, junto con astrónomos profesionales, para llevar a cabo observaciones de seguimiento de exoplanetas candidatos en transitando estrellas brillantes. Una red de astrónomos aficionados recientemente apoyó el estudio de Hubble de 15 exoplanetas realizando en la longitud de onda visible, mientras el Hubble estaba estudiando los mismos exoplanetas en el infrarrojo cercano (Conti, 2015 y Motta, 2017). Astrónomos aficionados como ellos ayudan a confirmar exoplanetas candidatos, así como a refinar las efemérides de exoplanetas ya conocidos. ¡El mero hecho de que astrónomos aficionados puedan modelizar el tránsito de exoplanetas existentes significa que es también teóricamente posible que descubran nuevos exoplanetas! Por ejemplo, detectando variaciones en el tiempo de tránsito de un exoplaneta conocido (una técnica conocida como “variaciones en el tiempo de tránsito”, o TTV en inglés), los astrónomos aficionados pueden ayudar a detectar la existencia de otro planeta orbitando la estrella huésped.

La formalización de las técnicas de “buenas prácticas” para la detección de exoplanetas por parte de astrónomos aficionados comenzó en 2007 con la publicación de Bruce Gary “Observación de exoplanetas para aficionados”. Al mismo tiempo, Gary inició un archivo de observaciones exoplanetarias de otros astrónomos aficionados. Este archivo, el Archivo Exoplanetario Aficionado (AXA) fue posteriormente transferido al ahora más efectivo proyecto Base de datos de Tránsitos Exoplanetarios (ETD), un archivo en línea patrocinado por la Sociedad astronómica checa (http://var2.astro.cz/ETD/contribution.php).

A medida que se dé la puesta en línea de nuevos telescopios espaciales como el TESS y el JWST (James Webb Space Telescope) (NASA, 2017), la necesidad de participación de astrónomos profesionales en la investigación no hará sino aumentar.

Con el fin de contribuir a la ciencia exoplanetaria, las observaciones llevadas a cabo por astrónomos aficionados exigen un enfoque mucho más riguroso que el que se requiere en los proyectos más típicos de astrónomos aficionados, como imagen planetaria o de cielo profundo.

Esta Guía describe las mejores prácticas que han desarrollado hasta la fecha para llevar a cabo la observación de exoplanetas con fines de investigación.

La sección 3 proporciona un resumen de la observación exoplanetaria. La sección 4 discute algunas de las consideraciones relativas a la selección del equipo de observación. La sección 5 repasa los pasos preliminares a tomar en consideración de manera previa a la observación. La sección 6 repasa las mejores prácticas involucradas en una observación de exoplanetas. La sección 7 presenta una descripción detallada del uso de AIJ en la reducción de imágenes de exoplanetas y la modelización de tránsitos. Finalmente, la sección 8 describe varios casos de falsos positivos y los métodos de detección.

3. Observación de exoplanetas

El concepto básico de observación de exoplanetas involucra tomar una serie de imágenes del campo alrededor de la estrella huésped de un exoplaneta antes, durante y después de las horas a las que se prevé el tránsito a través de ella.

Como la técnica más usada por los astrónomos aficionados para realizar observaciones exoplanetarias es el tránsito, esta Guía se centrará en las técnicas de observación y modelización relacionadas con este método. El método del tránsito ha sido usado con éxito para detectar un "Júpiter caliente", esto es, un gran planeta cuya órbita es cercana a su estrella huésped y donde el planeta pasa directamente por delante de la estrella desde la perspectiva de un observador en la Tierra. Con misiones como TESS, el método del tránsito será utilizado incluso para detectar planetas terrestres y supertierras alrededor de estrellas frías y brillantes. El método del tránsito se basa en la medición del flujo de la todavía sospechada estrella huésped (a partir de ahora referida como la "estrella objetivo"), así como en el flujo de múltiples "estrellas de comparación" que están en el mismo campo de visión.

Los tránsitos de un exoplaneta son típicamente de 2 a 4 horas. Sin embargo, llevar a cabo una observación exoplanetaria también involucra empezar con la toma de imágenes por lo menos 30 minutos antes de la hora estimada de inicio del tránsito ("*pre-ingress*") y continuar durante por lo menos 30 minutos después de la hora estimada de finalización del tránsito ("*post-egress*"). Estos tiempos de "*preingress*" y "*postaccess*" se utilizan para establecer un punto de partida para el *out-of-transit* (OOT). Así, no es inusual que una sesión de observación exoplanetaria tenga una duración de 6 horas.

Para determinar los cambios en luminosidad (flujo) de la estrella huésped que puedan indicar un tránsito exoplanetario se utiliza una técnica llamada fotometría diferencial. Esta técnica compara la diferencia relativa entre la estrella huésped y una o más estrellas de comparación o "comp" (a la cual se asume invariable) durante la sesión de imagen. Puesto que las diferencias en brillo de la estrella huésped y la(s) estrella(s) de comparación están igualmente influenciadas por factores comunes como nubosidad fina, brillo lunar, contaminación lumínica, etc., un cambio en alguna de estas diferencias será una medida de los efectos de la caída de luminosidad de la estrella huésped debido a un tránsito exoplanetario por delante suyo.

Los puntos experimentales que representan el cambio relativo de luminosidad de la estrella se utilizan entonces para modelizar el tránsito exoplanetario. Se crea el "mejor ajuste" para estos puntos, y se estiman los parámetros clave relativos al exoplaneta y el tránsito. Dichos parámetros incluyen:

1. El cuadrado de la fracción del radio del exoplaneta (R_p) respecto a la estrella huésped (R_*),
2. La fracción del semieje mayor orbital (a) del exoplaneta respecto a (R_*),
3. El punto central T_c y la duración del tránsito,
4. La inclinación de la órbita exoplanetaria relativa a la línea de visión del observador.

Así, conociendo el radio R_* de la estrella huésped, el observador puede entonces estimar el radio del exoplaneta, así, como el del semieje mayor de su órbita.

Como se comentará más adelante, la medida de este radio también puede ser un factor importante en la detección de uno de estos falsos positivos, es decir, discernir si el cuerpo que transita es con mayor probabilidad una estrella secundaria eclipsando otra o bien un planeta eclipsando su estrella huésped.

4. Instrumentación

Sin lugar a dudas, el coste es un factor importante al seleccionar el equipo a utilizar en la observación exoplanetaria. Como es de esperar, una mayor precisión requiere un mayor coste en el equipo. Así, la decisión del equipo (y por consiguiente la precisión asociada con tal equipo) está supeditada mayoritariamente a la economía. Sin embargo, se han hecho contribuciones significativas a la ciencia exoplanetaria por parte de astrónomos aficionados con un equipo modesto comparable a lo que se utiliza típicamente para la imagen de cielo profundo.

Como veremos, un tema recurrente a lo largo de esta Guía es la minimización del movimiento de una estrella a través del detector CCD durante una sesión de observación de múltiples horas de duración.

A continuación, se describen aquellas características del equipo que más afectan a la precisión en la observación planetaria y que ayudan a reducir los efectos de la sistemática.

4.1. Montura

Las tres monturas más populares son la montura ecuatorial alemana (GEM), la montura de horquilla y la montura alt-az (altitud-azimut). De las tres, la montura alt-az es la menos deseable para la observación de exoplanetas debido a las correcciones continuas de los tres (3) ejes para mantener una estrella relativamente en la misma posición durante la sesión de observación. Estas correcciones tienen que hacerse en elevación, azimut y ángulo de posición. Evidentemente, esto significa que la precisión asociada con las correcciones de alguno de estos tres ejes afectará a la capacidad del observador de minimizar el movimiento estelar. Las correcciones en el ángulo de posición, por ejemplo, se hacen normalmente por un rotador, y el paso graduado en longitud del rotador, así como la cadencia de dichas correcciones, acaba por afectar la precisión con la que la cadena de la imagen rota en la misma posición de píxel durante la sesión de observación.

Las monturas GEM son efectivas y populares para imagen planetaria y de cielo profundo. Sin embargo, requieren típicamente efectuar un *meridian flip*[1] cuando la estrella objetivo cruza el meridiano. Aunque algunas monturas GEM son capaces de seguir la estrella durante algún tiempo después del meridiano, las observaciones que requieren un rastreo más prolongado acabarán por requerir el *meridian flip* en algún momento. El *meridian flip* conlleva dos factores que afectan notablemente a la precisión: (1) se pierden puntos experimentales valiosos durante el tiempo en el que se lleva a cabo, y (2) sin una rotación de la cadena de imagen, las estrellas objetivo y de comparación caerán en una parte del detector de la cámara de imagen que está en realidad diagonalmente opuesto de donde estaban previamente al *meridian flip*. Como consecuencia del segundo factor, el flujo de las estrellas incrementa artificialmente debido al hecho de que después del *meridian flip* se registran en una parte del *dust donut*[2] que no ha sido completamente corregido por los flats. Incluso si la cadena de imagen se volteara, hacer coincidir las estrellas objetivo y de comparación cerca de las posiciones del mismo píxel en el que estaban antes del *meridian flip* es prácticamente imposible. Nótese que el software AIJ puede ayudar a compensar los efectos del *meridian flip*, especialmente si ocurre cerca de la mitad del tránsito.

A pesar de que las monturas de horquilla son las más convenientes para la observación de exoplanetas por su capacidad de seguir continuamente la estrella objetivo durante un largo período de tiempo sin interrupción para efectuar un *meridian flip*, las monturas GEM han sido utilizadas igualmente por astrónomos aficionados y profesionales para observar exoplanetas.

Con independencia del tipo de montura utilizada, la precisión del seguimiento también es una función de cualquier error periódico en los engranajes de la montura. La corrección periódica del error (PEC, en inglés) y el autoguiado ayudan a mitigar dichos errores periódicos. Nótese que algunas de las monturas actuales pueden operar durante minutos con errores mínimos, por supuesto, suponiendo un coste mayor.

Las buenas prácticas asociadas con el funcionamiento de la montura en sí misma incluyen:

1. Alineación polar tan precisa como sea posible (por ejemplo, a pocos segundos de arco del polo celeste),
2. Equilibrado de la montura para reducir errores en ascensión recta (en inglés, RA)
3. En caso de contar con una montura GEM, reducir el retroceso de la RA, manteniendo la montura con los contrapesos en el cuadrante este[3] — esto ayuda a mantener cualquier *plate solving*[4] que pueda necesitarse después de un *meridian flip* para recuperar el objetivo,
4. Minimizar el retroceso en declinación (abreviado, DEC), lo que permitiría mejores correcciones en DEC durante el autoguiado,
5. Minimizar el error periódico comprobando si hay suciedad en engranajes sin fin y de anilla, y usando PEC para corregir cualquier error restante.

[1] Nota de traducción. *Meridian flip* es un término que puede traducirse como *volteo alrededor del meridiano*. Por ser utilizado el anglicismo, se mantendrá dicho término a lo largo de esta Guía.
[2] Nota de traducción. *Dust donut* puede traducirse como *anillo de polvo*. De nuevo, por ser utilizado el anglicismo, se mantendrá dicho término a lo largo de esta Guía.
[3] Hace referencia a un parámetro ASCOM llamado *Sideofpier*.
[4] Nota de traducción. Se trata de otro término empleado en su versión inglesa. Véase la sección 7.4 para más detalles.

4.2. Montaje del tubo óptico

Las buenas prácticas asociadas con la elección y el mantenimiento del montaje del tubo óptico (Optical Tube Assembly, OTA, en inglés), incluyen:

1. La apertura importa: contra mayor apertura, mayor la capacidad de recoger fotones por unidad de tiempo. Esto es especialmente importante para estrellas objetivo más débiles.
2. El montaje del tubo óptico (OTA) debería estar *in situ* durante suficiente tiempo para aclimatarse a la temperatura del entorno operativo. Esto contribuye a reducir cualquier turbulencia interna de aire debida a los cambios de temperatura dentro del mismo OTA.
3. Para producir una función de dispersión del punto (point spread function, PSF, en inglés) para cada estrella objetivo y de comparación, el OTA debería estar bien colimado.
4. Para los OTA Schmidt-Cassegrain, el espejo principal debería estar bien sujeto, si es posible, para reducir los efectos de "flexión de espejo"[5].

4.3. Cámara de imagen

Se ha utilizado una gran variedad de cámaras para la observación de tránsitos de exoplanetas. Estas incluyen cámaras CCD y CMOS independientes similares a aquellas utilizadas para imágenes de cielo profundo, así como DSLRs. Sin embargo, para llevar a cabo observación de exoplanetas a nivel de investigación, la cámara debería ser monocromática, de modo que sea posible utilizar diferentes filtros fotométricos estándar. Como las cámaras DSLR son inherentemente en color y por lo tanto no se pueden prestar al uso de estos filtros, son la elección de cámara menos deseable.

Las consideraciones para elegir una cámara a usar en la observación de exoplanetas dependen de factores como:

1. Las condiciones de seeing[6] previstas en la ubicación del observador. Esto se define como la anchura a media altura (en inglés, *full-width-at-half-maximum*, FWHM) típica de las estrellas medidas en la ubicación del observador, expresada en segundos de arco.
2. El tamaño (es decir, el formato) del detector de la cámara. Aunque un formato mayor permite una mayor variedad de estrellas de comparación entre las que elegir, detectores de pequeño formato han sido utilizados con éxito en la observación de exoplanetas a nivel de investigación.
3. Los ruidos de bias, corriente oscura y lectura de la cámara. Estos factores se reducen mucho en las cámaras más nuevas de hoy en día.

En general, las cámaras monocromáticas más modernas que el observador ha adquirido o adquirirá para otros fines como la imagen de cielo profundo, deberían ser adecuadas para la observación de exoplanetas.

[5] Nota de traducción. Este efecto se denomina *mirror flop* en inglés.
[6] Nota de traducción. La versión traducida de *seeing* es *visibilidad astronómica*. Sin embargo, esta Guía utiliza la versión inglesa por ser mucho más común.

4.4. Autoguiado

El autoguiado es esencial para la observación de exoplanetas a nivel de investigación para minimizar la desviación de las estrellas objetivo y de comparación. La desviación producida por una desalineación polar, por ejemplo, causa rotación de campo de las estrellas y por consiguiente movimiento en el campo de visión. Este movimiento en un campo de visión que no esté correctamente corregido por flats puede afectar seriamente a la precisión de la observación.

Los enfoques más comunes al autoguiado y sus pros y contras son:

1. El uso de un buscador de guiado independiente: este es el método menos deseable debido a los problemas de flexión que se pueden dar durante la sesión de observación.
2. Guiado fuera del eje: aunque se utiliza frecuentemente en imagen de cielo profundo para obtener estrellas de referencia, esta técnica todavía produce una cierta cantidad de rotación del campo de las estrellas objetivo y de comparación en presencia de mal alineamiento polar, incluso una pequeña cantidad. Esto es cierto hasta con movimientos por debajo del segundo de arco de la estrella guía. La cantidad de la rotación del campo (es decir, la desviación en RA y DEC) son función de:
    a. La distancia de la estrella de guiado a las estrellas objetivo o de comparación en cuestión,
    b. La cantidad de desalineación polar,
    c. La cantidad de movimiento delta de la estrella de guiado
    d. El ángulo de declinación cuando se toma la imagen (la desalineación polar tendrá un efecto mayor, especialmente en RA, cuando se tomen imágenes a mayores declinaciones).
3. Guiado en el eje: esta técnica emplea un divisor de haz dicroico para separar el recorrido de la luz de la imagen principal en un camino cercano al infrarrojo y uno de luz visible (di Cicco, 2012). Aquí, la cámara de guiado ve, a través del camino infrarrojo, parte de la misma imagen que la cámara de imagen (dependiendo del tamaño del detector de cámara de guiado). Con esta técnica, la estrella de guiado está más cerca de las estrellas objetivo y de comparación, y por lo tanto los efectos de cualquier desalineación polar se reducen y son comparables al enfoque de guiado fuera del eje explicado previamente. Además, en caso de *meridian flips* con los GEM, la misma estrella de guiado que estaba siendo usado previo al *meridian flip* puede ser usada también después del mismo, eliminando de este modo la necesidad de buscar una nueva estrella de guiado por parte del rotador cuando no se da rotación en la cadena de imagen.
4. Guiado de imagen: una técnica de autoguiado relativamente nueva es hacer correcciones en la montura entre exposiciones basándose en el desplazamiento total de la imagen científica. (Nota: el término *imagen científica* se usa en esta Guía para referirse a las imágenes no procesadas del campo de visión que contiene la estrella huésped del exoplaneta; a dichas imágenes también se las refiere como *Lights* en otros programas de procesado de imagen.) Una variante de esto está siendo desarrollada (Baudat, 2017), conforme la cual las correcciones en la montura se harán durante las exposiciones de las imágenes científicas.

Además de las técnicas de autoguiado mencionadas, los dispositivos de óptica adaptativa (en inglés, *adaptative optics*, AO) también están disponibles para los astrónomos aficionados de tal manera que se puedan corregir una gran variedad de errores de engranaje rápidos sin producir "golpes" físicos a la montura.

El software de autoguiado está disponible opcionalmente para la mayor parte de los paquetes de software de imagen. Un paquete de software gratuito de guiado es PHD2 (véase: http://openphdguiding.org).

4.5. Filtros

Como se ha mencionado previamente, es deseable el uso de un filtro estándar fotométrico para el trabajo de exoplanetas, como los filtros Johnson-Cousins U, V, B, Rc y Ic, o los filtros SDSS (Sloan Digital Sky Survey) u', g', r' e i'. Esto es cierto por tres razones como mínimo:

1. Los coeficientes de oscurecimiento del borde[7] usados durante el proceso de modelización del tránsito son una función del tipo de filtro (estándar), así como de parámetros estelares de la estrella objetivo,
2. La distinción entre tránsitos debidos a un eclipse de sistemas binarios y los debidos a un exoplaneta pasa por alternar filtros estándar a lo largo de la sesión de observación: la profundidad del tránsito en el caso de un sistema binario será generalmente diferente para diferentes filtros,
3. Los resultados de dos observadores diferentes pueden ser comparados más fácilmente

Aunque no se trate de un filtro fotométrico "estándar", un filtro Clear Blue Blocking (CBB), a veces llamado "filtro de exoplaneta", puede ser empleado para reducir los efectos del brillo del cielo.

5. Consideraciones previas

Esta sección discute algunos de los pasos preliminares que pueden hacerse algunos días antes de la observación del exoplaneta que conducirán a una sesión de observación más efectiva.

5.1. Recogida de información

El apéndice A es un ejemplo de una hoja de Excel que el observador puede utilizar para registrar información crítica sobre la observación, y también proporcionará una fuente de información necesaria para AIJ. Los datos representados en el apéndice A también se utilizan como base para el ejemplo en esta guía, esto es, la modelización de un tránsito completo del exoplaneta WASP-12b. Si no se hacen cambios en los instrumentos o la ubicación del observador, los ítems 12 al 23 del apéndice A pueden ser utilizados a lo largo de varias sesiones de observación.

La última versión de esta hoja de cálculo puede ser descargada de http://www.astrodennis.com. La hoja de cálculo también contiene enlaces a recursos web donde el usuario puede obtener información, si es que está disponible, sobre los parámetros de la estrella objetivo y el exoplaneta

[7] Nota de traducción. El término inglés es *limb darkening coefficients*.

que se necesitan introducir en la fase de modelización del tránsito, incluyendo los coeficientes apropiados de oscurecimiento de los bordes para los filtros particulares utilizados en la observación.

5.2. Consideraciones para la selección de un exoplaneta objetivo

En cuanto a exoplanetas confirmados, las siguientes fuentes son útiles para predecir tránsitos exoplanetarios en un período de tiempo dado en la ubicación del observador:

- NASA Exoplanet Archive: http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/cgi-bin/TransitView/nph-visibletbls?dataset=transits
- Página web Exoplanet Transit Database (ETD): http://var2.astro.cz/ETD/predictions.php.

Si el observador está seleccionando su propio objetivo exoplanetario (esto es, uno no especificado como parte de un proyecto particular de investigación), entonces los siguientes criterios deben ser considerados para un resultado satisfactorio:

1. Tiempo de inicio del tránsito: puesto que es deseable que la sesión de imagen empiece por lo menos 30 minutos antes del inicio del tránsito, pueden descartarse algunos exoplanetas candidatos por requerir una hora de inicio antes o incluso durante el crepúsculo.
2. Duración del tránsito: con algunas duraciones del tránsito mayores que otras, al observador puede interesarle un candidato cuyo tiempo de sesión de imagen (considerando que esta debería prolongarse 30 minutos después de la finalización del tránsito) le sea apropiado.
3. Magnitud de la estrella huésped y profundidad del tránsito: las estrellas huésped se sitúan en un rango de magnitud V de entre 8.0 a por encima 13.0, y sus caídas de intensidad debidas al tránsito pueden estar entre la centésima y la milésima de magnitud. Por ello, el observador puede interesarse por un exoplaneta objetivo con una caída mayor en porcentaje de magnitud que otro.

Para misiones como KELT y TESS, cuyos objetivos son inicialmente confirmar si un tránsito detectado es debido a un exoplaneta o si bien se trata de un falso positivo, el observador tiene acceso al "buscador de tránsitos" que proporciona valores estimados de profundidades de tránsito, duraciones, tiempos de entrada y salida para tránsitos que se predice que ocurrirán en la ubicación del observador durante un período de tiempo especificado por el usuario.

Las profundidades de tránsito exoplanetario se expresan frecuentemente en milimagnitudes (mmag), donde 1 mmag = 0.001 magnitudes. Así, una profundidad de tránsito de 10 mmag equivale a una caída en magnitud de 0.01 o del 1%. Ha sido posible resolver profundidades de tránsito de menos de 10 mmag usando telescopios de apertura por debajo del metro en condiciones adecuadas de seeing. Nótese que la relación entre magnitud y flujo es tal que $f1/f2 = 2.512^{(m2-m1)}$, donde f1 y f2 son los flujos, y m1 y m2 son las correspondientes magnitudes. Así, una caída de 0.01 en magnitud equivale a un cambio relativo en flujo de 0.009. Puesto que el flujo y la magnitud son aproximadamente iguales en estas cantidades pequeñas, los cambios relativos en flujo se utilizan con frecuencia como un sustituto de la magnitud al medir y referirse a la profundidad del tránsito. De hecho, estudios más recientes como TESS expresan ahora profundidades de tránsito en "ppt" (partes por millar; en inglés, parts-per-thousand).

5.3. Predicciones de volteo alrededor del meridiano

Para observadores con montura ecuatorial alemana, el observador debería predecir aproximadamente cuando se da, si es que lo hace, uno de estos "meridian flip" durante la sesión de imagen. Esta predicción se efectúa típicamente utilizando el software de navegación del usuario y es de ayuda para que, durante el "meridian flip", el observador pueda dedicarse a hacer cualquier ajuste necesario para reposicionar el campo de visión del sistema de imagen tan rápidamente como sea posible.

Los observadores con una montura ecuatorial alemana pueden tenerse que enfrentar a otro problema asociado con el "meridian flip". Si no hay rotación de la cadena de imagen, se va a necesitar una nueva estrella guía cuando se utilice guiado fuera del eje. La sección 4.4 discute las ventajas de un guiado en el eje en esta situación.

6. Buenas prácticas

Esta sección describe las buenas prácticas asociadas con la observación del exoplaneta. Estas prácticas ayudarán al observador a obtener la mejor precisión para un paquete de instrumentación dado. Están organizadas por las respectivas fases del proceso de observación al que se aplican.

6.1. Fase de preparación

6.1.1. Directorios de los archivos

En el ordenador en el que se ejecuta el software de captura de las imágenes del observador, es recomendable preparar los siguientes subdirectorios: Análisis de AIJ, Bias, Darks, Flats, Imágenes en cuarentena e Imágenes científicas. Los subdirectorios Bias, Darks y Flats son aquellos que almacenarán los archivos de AIJ de mediciones y ajustes de modelo. El subdirectorio de Imágenes científicas contendrá las imágenes sin procesar que contienen la estrella objetivo, y el directorio de Imágenes en cuarentena guardará las imágenes científicas "malas" debidas a rayos cósmicos, satélites, track, etc. Si el usuario desea utilizar otros nombres para estos subdirectorios, dichos nombres deberán ser sustituidos por aquellos que corresponda en los ejemplos siguientes.

6.1.2. Estabilización del sistema de imagen a una temperatura apropiada

El sistema de imagen debería situarse en un lugar con el tiempo suficiente para adquirir la temperatura conveniente, que puede también requerir el funcionamiento de un sistema de enfriado.

6.1.3. Generación de los archivos *Flat*

Tanto si se toman flats de cielo (crepúsculo), como si se generan por medio de un panel de electroluminiscencia, deberían (idealmente) volverse a tomar antes de cada sesión de imagen utilizando la misma cadena de imagen que se utilizó para tomar las imágenes científicas, sin que haya sido desplazada o movida. Vea en la sección 6.3.2 las directrices para crear flats.

6.1.4. Autoguiado

El autoguiado debería utilizarse durante la fase de imagen descrita a continuación, a menos que la montura del observador sea de tal precisión que pueda mantener el guiado con un margen de pocos píxeles en la duración de la observación del tránsito (donde el significado de "pocos" depende de

la FWHM de la estrella huésped). Vea en la sección 4.4 una descripción de las técnicas de autoguiado. El mecanismo de autoguiado del observador debería ser calibrado, si es que no se ha hecho antes o si el software de autoguiado no corrige automáticamente los cambios en declinación. En caso de ser necesario, la calibración debería hacerse para cualquier sistema de óptica activa (AO) que se esté usando.

6.2. Fase de imagen

6.2.1. Elección de binning

La FWHM de las estrellas debería extenderse a lo largo de 3-5 píxeles. Si la cámara de imagen se configura normalmente para hacer un binning de más de 1x1, podría tener que reducirse dicho binning para conseguirlo. Esto entonces se traduciría en una escala de imagen aceptable (a veces llamada "escala de placa" o "escala de píxel"[8]). El escalado de la imagen se expresa en segundos de arco por píxel y es función de la distancia focal del telescopio y del tamaño del fotosito de la CCD. Por ejemplo, asumamos que la FWHM es de 3,0 segundos de arco y el escalado de la imagen sin binning para el sistema de imagen del observador es de 0,5 segundos de arco/píxel. Esto significa que, sin binning, la FWHM se extendería a lo largo de 6 píxeles y que un binning de 2x2 se extendería a lo largo de 3 píxeles, un resultado todavía en una parte aceptable del rango, si bien en el límite inferior.

Las estrellas deberían enfocarse con precisión, por la sencilla razón de que de este modo se pueden obtener medidas exactas de la FWHM. No obstante, si la estrella objetivo es demasiado brillante y pudiera saturar la cámara de imagen, podría ser necesario desenfocar la OTA. Si el fondo de cielo no es demasiado alto, un desenfoque que produzca una PSF de 10-20 píxeles es aceptable, siempre y cuando el desenfoque no provoque que el flujo de una estrella cercana se mezcle con el de la estrella objetivo.

6.2.2. Elección del tiempo de exposición

El tiempo de exposición óptimo es aquel que maximiza la SNR[9] de la estrella objetivo, sin saturar el detector de la cámara de imagen. Para una estrella objetivo dada, los factores que afectan al tiempo de exposición óptimo incluyen:

1. El tamaño de apertura del telescopio,
2. El filtro utilizado,
3. La eficiencia cuántica (en inglés, *Quantum Efficiency*, QE) de la cámara de imagen
4. Si la estrella se eleva hacia el meridiano local, o bien lo ha pasado y se desciende, y
5. Las condiciones de seeing.

Los detectores CCD actuales cuentan típicamente con un rango lineal hasta un punto a partir del cual pasan a ser no lineales y entonces, en algún punto, se saturan. En este punto de saturación, cualquier fotón adicional incidente sobre el fotosito de la CCD no será registrado. Por consiguiente, es crucial que las estrellas objetivo y de comparación nunca alcancen dicha saturación, e idealmente tampoco alcancen la no-linealidad (debería tenerse en cuenta, sin

[8] Nota de traducción. Los términos ingleses son *plate scale* y *pixel scale*, respectivamente.
[9] Relación señal-ruido o, en inglés, *Signal-to-noise ratio*.

embargo, que el software AIJ proporciona la posibilidad de hacer correcciones de no-linealidad). Es importante que el tiempo de exposición sea elegido de manera que se consiga una SNR decente, pero no lo suficientemente largo como para alcanzar la no-linealidad o la saturación. Si se predice que la estrella objetivo vaya a ascender hacia el meridiano local y, por consiguiente, su luz vaya a pasar a través de cada vez menos masa de aire, entonces una de estas situaciones podría producirse. Es por ello que el observador debería tomar esto en consideración cuando elija un tiempo de exposición. Nótese que desenfocar puede ayudar también en una situación así.

Para fijar inicialmente el tiempo de exposición, se debería tomar una serie de imágenes con tiempos de exposición crecientes. La SNR de la estrella objetivo, así como sus cuentas ADU, puede medirse para cada configuración de exposición. En la sección 7.5.1 se describe cómo utilizar AIJ para determinar la SNR de una estrella. La configuración que maximice la SNR, pero no presente peligro de saturación durante la sesión de imagen debería ser considerada como la que da el tiempo de exposición ideal.

Se recomiendan los siguientes procedimientos de buenas prácticas para llevar a cabo inmediatamente antes de la sesión de observación con el objetivo de determinar el tiempo óptimo de observación:

1. En la posición actual de la estrella objetivo en el cielo, tome imágenes de prueba con diferentes tiempos de exposición. Primero, seleccione el tiempo de exposición con la mayor SNR para la estrella objetivo donde el pico de cuentas ADU sea de menos del 75% del punto de saturación del detector de la cámara de imagen. Nota: este límite del 75% puede tenerse que reducir si se espera que la cámara alcance la no-linealidad mucho antes.
2. Si la estrella asciende hacia el meridiano local, reduzca el tiempo de saturación para que el detector no alcance la saturación
3. Si la estrella desciende del meridiano local, incremente el tiempo de exposición para que el pico de cuentas ADU de la estrella objetivo sea igual al 75% del punto de saturación del detector.

Hay algunas situaciones en las que el equipo científico profesional requiere la toma de una cierta cadencia de imágenes, que pueden tener que ser a costa del tiempo óptimo de exposición (más largo). Esto puede darse cuando los detalles más finos del patrón de la curva de luz son más importantes que la precisión de la curva de luz en sí misma. Además, para confirmar algunos escenarios de falso positivo, podría ser necesario incrementar el tiempo de exposición, y por lo tanto la SNR, de una estrella débil cercana al objetivo original, en detrimento de una posible saturación del objetivo.

6.2.3. Sincronización de la hora

Debido al desfase natural del reloj del ordenador de captura de la imagen, debería sincronizarse con frecuencia con el servidor del tiempo de internet U.S. Naval Observatory. Esto puede hacerse empleando software (gratuito) como Dimension 4 (vea http://www.thinkman.com/dimension4/). El período de actualización para tales sincronizaciones del reloj debería configurarse para que se efectúen por lo menos cada 2 horas.

6.2.4. Sistema horario

A causa de la existencia de diferentes sistemas horarios, el observador del exoplaneta tiene que ser consciente de cuál se está empleando para la predicción del tránsito, cuál se está entrando en los encabezados de imagen FITS, cuáles se están usando durante el proceso de modelización de la curva de luz, etc. Los sistemas horarios más comúnmente utilizados son:

a) Fecha juliana/Tiempo coordenado universal (JD_{UTC}),
b) Fecha juliana heliocéntrica/Tiempo coordenado universal (HJD_{UTC}),
c) Fecha juliana baricéntrica/Tiempo dinámico baricéntrico (BJD_{TDB}).

Si los resultados de la observación exoplanetaria deben ser utilizados en una colaboración profesional/aficionada, BJD_{TDB} sería el tiempo estándar a utilizar en el proceso de ajuste del modelo. Las secciones 7.2.2 y 7.6 describen cómo AIJ puede convertir la hora de captura de las imágenes a tiempo BJD_{TDB}.

6.2.5. Temperatura de operación

El sistema de imagen debería ponerse en su entorno operativo con suficiente tiempo para alcanzar una temperatura tan baja como sea posible, lo que podría requerir también el uso de un sistema de refrigerado.

6.2.6. Captura de la imagen

El software de captura de imagen normal del observador se utiliza para capturar imágenes científicas en el subdirectorio de Imágenes científicas durante esta fase. En el caso de que sea necesario un *meridian flip* durante la sesión de imagen, durante el tiempo que se necesite para realizarlo, el observador debería:

1. Detener el software de captura de imagen
2. Detener el autoguiado
3. Ejecutar el *meridian flip*
4. Reposicionar la estrella objetivo como sea necesario en el campo de visión de la cámara
5. Reanudar el autoguiado
6. Reanudar el software de captura de imagen.

6.3. Fase de calibración de la imagen

6.3.1. Archivos de calibración

Antes o después de la captura de las imágenes científicas, el usuario debería capturar una serie archivos de calibración de dark, flat y bias y almacenarlos en sus respectivos subdirectorios. Una regla general es (idealmente) capturar un numero impar de imágenes para cada serie de calibración. El uso de un número impar facilita usar más adelante una combinación mediana para crear los archivos de master dark, master flat y/o master bias. En cualquier caso, se deberían tomar por lo menos dieciséis (16) imágenes para cada tipo de archivo de calibración.

A continuación se enumeran algunas directrices para tomar estos archivos de calibración:

1. Archivos dark: el tiempo de exposición debería ser igual al de las imágenes científicas y debería tomarse a la misma temperatura que las mismas.
2. Archivos flat: el tiempo de exposición depende de la técnica de flat usada, pero típicamente es de 3 segundos o menos. Sin embargo, este tiempo de exposición puede tener que ser aumentado para cámaras con obturador automático para evitar el oscurecimiento debido al obturador. Es aconsejable crear fotogramas flat de tal manera que el histograma resultante esté por la mitad del rango dinámico del detector CCD. Por ejemplo, para un detector con un máximo de cuentas ADU típico de 65.000, el brillo de la fuente de luz debería ajustarse para que el centro del histograma resultante estuviera entorno a los 32.000 ADU. Como se discute en la sección 6.3.2 más abajo, se requiere una consideración especial para la creación de los archivos flat.
3. Archivos bias: un archivo bias es un archivo dark con 0 segundos de tiempo de exposición.

Típicamente, también se crean archivos flat dark, puesto que los archivos flat, por sí mismos, ya contienen la corriente oscura que necesita substraerse. Cuando se utilizan, los "flat dark" se toman con el mismo tiempo de exposición que los archivos de flat. No obstante, tal como se ve en la sección 7.2 más abajo, una técnica empleada por AIJ escala los Master Dark al mismo tiempo de exposición que los Master Flat, eliminando la necesidad de generar archivos dark flat.

6.3.2. Técnicas de flat

Puesto que el movimiento de la estrella a lo largo de pocos píxeles es inevitable incluso con el autoguiado y una alineación polar relatiavamente buena, se requieren las correcciones de flat para mitigar los efectos de *dust donut* y el viñeteo. Un flat pobre es uno de los mayores contribuidores a los errores sistemáticos. Por ejemplo, la figura 1 muestra un flat y el movimiento potencial de una estrella por encima de un *dust donut*. La figura 2 muestra qué podría suceder en el caso de un *meridian flip*, es decir, si la estrella diera la vuelta a través de la diagonal del detector y posiblemente cayera en otro *dust donut*. Si la corrección de flat no se llevara a cabo en cualquiera de estos dos casos, el flujo de la estrella en cuestión cambiaría artificialmente.

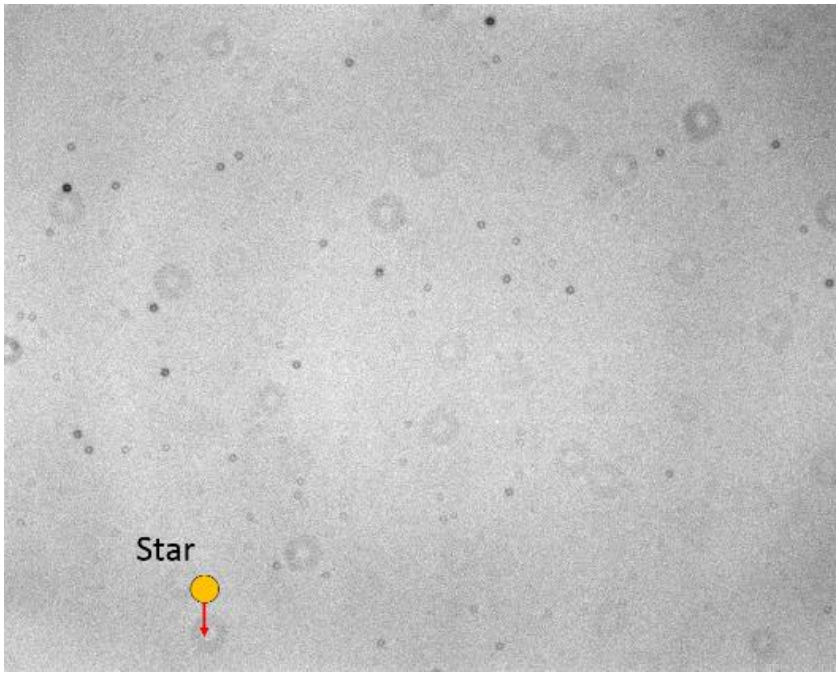


Figura 1. Movimiento de la estrella sin corrección de flat

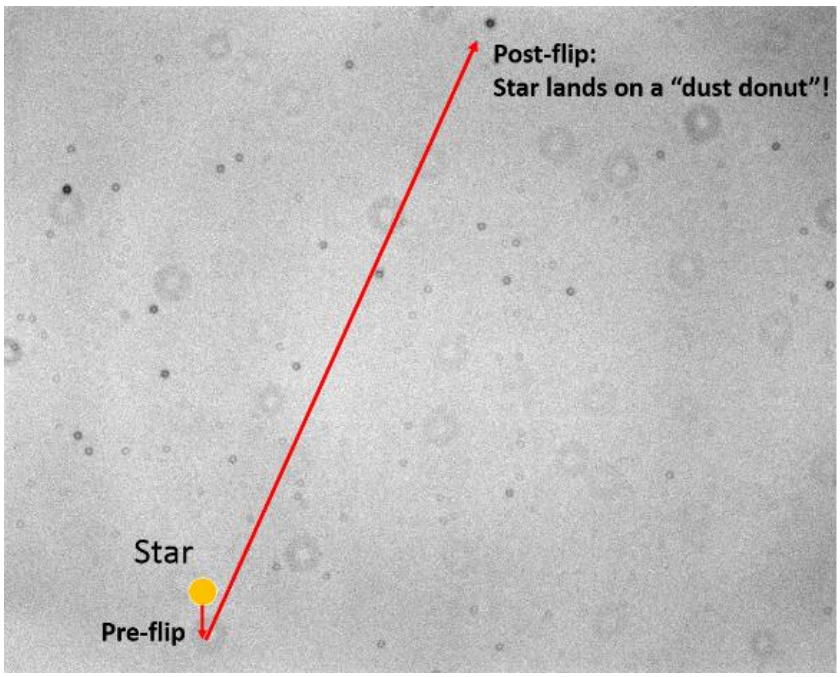


Figura 2. Movimiento de la estrella después de un *meridian flip*

Los flat deberían idealmente crearse antes o después de cada sesión de observación y, obviamente, cuando haya algún cambio en la cadena de imagen.

Las siguientes son técnicas comunes para generar flats desde los que se puedan crear master flat:

1. Flats de crepúsculo: los flats se toman al amanecer y al atardecer. Es a menudo engorroso tomar un conjunto de buenos flats debido a la velocidad a la que las condiciones de luz cambian, especialmente si el proceso tiene que repetirse para varios filtros. Un método popular para mitigar este problema son los difusores de luz caseros fabricados con una camiseta blanca.
2. Cajas de luz: las cajas de luz caseras se utilizan por algunos astrónomos aficionados para crear flats. Sin embargo, producir un campo de luz uniforme con esta técnica puede ser complicado.
3. Paneles de electroluminiscencia: a pesar de su coste, esta técnica tiene varias ventajas: puede crear un campo de luz uniforme relativamente bueno, su luminosidad se puede regular para acomodarse a los diferentes filtros, y pueden tomarse flats a conveniencia del observador.
4. Flats de observatorio (cúpula): esta técnica utilizada en observatorios permanentes consiste en apuntar el telescopio a un panel blanco iluminado en la pared del observatorio. La eficacia de esta técnica varía ampliamente con la naturaleza del panel blanco, la iluminación ambiental, etc.

6.3.3. Creación de archivos master

Las imágenes de calibración eliminan los efectos de los siguientes factores subyacentes que afectan a la precisión de las medidas: bias, corriente oscura, *dust donuts* y viñeteo. A continuación, se enumeran las buenas prácticas para lidiar con cada uno de estos factores:

1. Los archivos bias deberían tomarse algún tiempo antes o después de las sesiones de observación. Estas serán a continuación utilizadas para crear un archivo master bias, idealmente utilizando la mediana.
2. Los archivos dark pueden tomarse al final de la sesión de observación. La razón para ello es asegurarse que se tomen a la misma temperatura que las imágenes científicas. Un archivo master dark se crea usando esos archivos dark, de nuevo utilizando la mediana.
3. Los archivos flat pueden tomarse tanto al principio de la sesión de observación como al final de la misma. Puesto que los flat tienen corriente oscura y están tomadas a diferentes tiempos de exposición que las imágenes científicas, hay que eliminarles la corriente oscura. En lugar de crear un master dark específicamente para hacer correcciones de corriente oscura para los flats, otro enfoque utilizado es utilizar el mismo archivo master dark creado para las imágenes científicas, pero escalarlo al tiempo de exposición de los archivos flat. El software específico como AIJ cuenta con esta opción de escalado. La sección 6.3.2 describe las buenas prácticas para crear archivos flat.

6.3.4. Actualización de la información del encabezado FITS

Durante la fase de calibración de la imagen, algunos paquetes de software como AIJ permiten al usuario actualizar los encabezados FITS de las imágenes científicas con información, como los tiempos BJD_{TDB} equivalentes de la observación. Si el software de captura de la imagen no lo hace, otra información importante como AIRMASS (masa de aire) también puede ser incluida en los

encabezados FITS. Como se verá más adelante, AIRMASS es uno de los *detrend parameters*[10] más comúnmente utilizados durante el proceso de modelización del tránsito.

6.4. Fase de apertura y fotometría diferencial

Como se mencionó en la sección 3, el método del tránsito exoplanetario consiste en comparar los cambios relativos entre el brillo de la estrella objetivo y un conjunto de estrellas de comparación adecuadas. No obstante, antes de que se pueda hacer esta comparación, los brillos de cada estrella tienen que ajustarse para cualquier número de cuentas de fotones debido al cielo de fondo, que puede estar afectando cada estrella en particular. Esto se hace utilizando la fotometría de apertura. Una vez completado este proceso, se pueden obtener los cambios relativos en el flujo (ajustado) entre la estrella huésped y la estrella de comparación. Este proceso se llama fotometría diferencial. Las buenas prácticas asociadas con la fotometría de apertura y diferencial se describen a continuación.

6.4.1. Fotometría de apertura

La fotometría de apertura pasa por definir la "apertura" de un cierto radio alrededor de una estrella, además de un "anillo" exterior. La idea del anillo es medir el fondo de cielo alrededor de la estrella. La figura 3 muestra un radio de radio 9 y un anillo que empieza en el píxel 16 del centroide de la estrella y termina en el píxel 24.

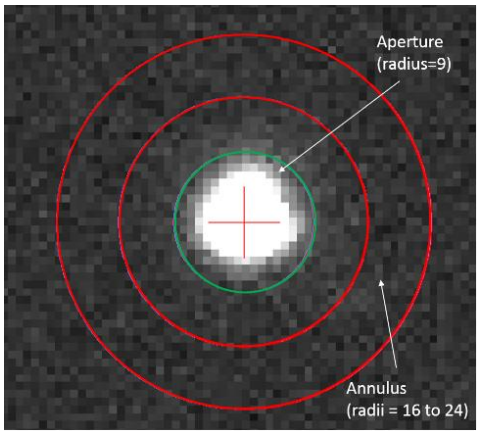


Figura 3. Apertura y anillo

Para compensar la contribución del cielo de fondo, las cuentas ADU por píxel en el anillo se utilizan para ajustar las cuentas ADU en la apertura. Algunos softwares específicos como AIJ también pueden detectar y ajustar cualesquiera estrellas débiles que puedan estar en el anillo y tenerlo en consideración al contar las cuentas del cielo de fondo. Como se verá más adelante, los ajustes de radio fijados inicialmente para la apertura y el anillo pueden cambiarse después de realizar un ajuste de modelo exoplanetario para optimizarlo.

[10] Nota de traducción. *Detrend parameter* podría traducirse como *parámetro de corrección*. Se trata de un parámetro con el que compensar el deterioro que sufren los datos, producido por factores externos o ambientales. A lo largo de esta Guía se mantiene la versión inglesa del término.

La sección 7.5.1 describe cómo se puede utilizar AIJ para seleccionar los tamaños iniciales de apertura y radio.

6.4.2. Fotometría diferencial

La fotometría diferencial conlleva aplicar la fotometría de apertura a las estrellas objetivo y las de comparación para comparar posteriormente las diferencias relativas en el flujo (ajustado). A continuación, se detallan las buenas prácticas para seleccionar un conjunto adecuado de estrellas de comparación:

1. Idealmente, deberían elegirse por lo menos 8 estrellas de comparación cuyas magnitudes sean tan cercanas como sea posible a la de la estrella de comparación, es decir, que no sean mayores en 0,75 de magnitud (o sea, más débiles) y que no sean menores en 0,44 de magnitud (o sea, más brillantes) que la estrella objetivo. De no ser posible, se debería tomar un conjunto de estrellas de comparación tales que la media de sus cuentas de apertura sea cercana a las de la de la estrella objetivo. Además, tratando de determinar si existen fuentes que causen un falso positivo, puede pedírsele al observador que compruebe si hay tránsitos en todas las estrellas dentro de un radio especificado de la estrella objetivo.
2. Idealmente, las estrellas de comparación deberían ser de un tipo estelar similar al de la estrella objetivo para minimizar las diferencias en extinción atmosférica. Sin embargo, si el software de modelización del tránsito es capaz de corregir los efectos de AIRMASS, como lo es AIJ, entonces la elección de estrellas de comparación con un brillo similar al de la estrella objetivo es más importante que la elección de estrellas de un tipo estelar similar.
3. Las estrellas de comparación no deberían ser inherentemente variables. Esto puede determinarse posteriormente visualizando la curva de luz para cada estrella de comparación tal y como se describe en la siguiente sección, o utilizando información de la utilidad AAVSO's Variable Star Plotter (AAVSO, 2017).

Los resultados de la fase de fotometría diferencial serán un archivo de medidas que tiene como mínimo, para cada imagen: el sello de tiempo (*timestamp*) de la imagen, los cambios en flujo o magnitud de la estrella objetivo (con relación a las estrellas de comparación) y los errores asociados. Dependiendo del software de fotometría diferencial, otros datos valiosos pueden incluir los cambios relativos en flujo o magnitud para cada estrella de comparación (con relación a todas las otras estrellas de comparación), sus errores asociados, y los cambios en las coordenadas de píxel X e Y de las estrellas objetivo y de comparación.

7. Usando AstroImageJ

El resto de esta Guía describe el uso de AIJ para el procesamiento de las imágenes científicas y para llevar a cabo ajustes de modelo exoplanetario. El uso de AIJ asume que el usuario ya ha instalado AIJ y se ha leído su Guía del Usuario (inglés), disponible en: http://www.astro.louisville.edu/software/astroimagej/.

Se recomienda al usuario comprobar regularmente las actualizaciones de software de AIJ. Esto se hace haciendo clic en "*Help*" en la esquina superior derecha de la barra de herramientas principal

de AIJ (véase la **figura** 4) y seleccionando entonces "*Update AstroImageJ…*". Entonces aparece un mensaje "*Upgrade To*". IMPORTANTE: Si existe una compilación diaria (*daily build*), cárguela. Esto puede encontrarse subiendo en el cuadro de mensaje "*Upgrade To*".

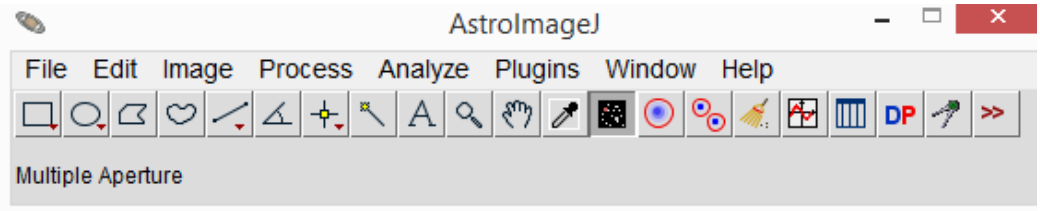


Figura 4. Barra de herramientas de AIJ

En los ejemplos a lo largo del resto de esta Guía se utilizarán datos de tránsitos exoplanetarios reales. Tanto los archivos de calibración como las imágenes originales para el ejemplo WASP-12b pueden encontrarse en http://astrodennis.com.

Como suplemento a esta Guía, hay disponible un "libro de recetas de AIJ" ("*AIJ Cookbook*") (en inglés). Consiste en un conjunto secuencial de pasos que un observador puede seguir para usar AIJ desde la fase de calibración de la imagen hasta la fase de modelización del tránsito exoplanetario. La última versión de este libro de recetas puede encontrarse en: http://astrodennis.com/AIJCookbook.pdf.

7.1. Cargando imágenes en AIJ

Se puede cargar a AIJ una única imagen o una secuencia de imágenes.

Para abrir una única imagen, seleccione *File* > *Open* de la barra de herramientas de AIJ (Figura 4) y seleccione el archivo deseado. Aparece la pantalla *Image Display* (véase la figura 5). Los encabezados FITS son un ejemplo de información útil que puede obtenerse de cualquiera de las imágenes científicas. Esto puede obtenerse seleccionando *Edit* > *FITS header* en la parte superior de la pantalla *Image Display*. Muchas de las operaciones en la pantalla *Image Display* están descritas más abajo para una secuencia de imágenes pueden también aplicarse a una única imagen.

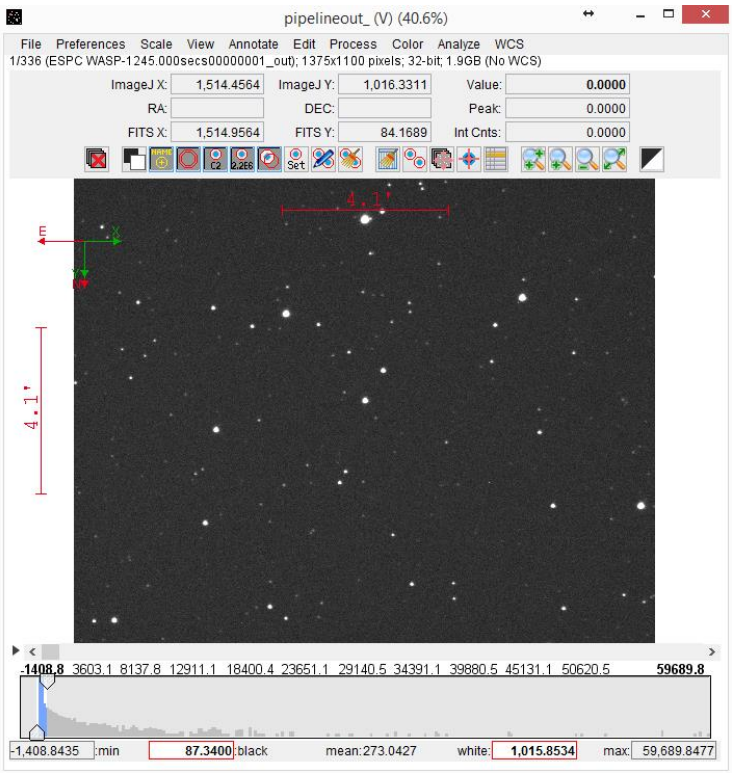


Figura 5. Pantalla *Image Display*

Un conjunto de imágenes puede cargarse en algo llamado "pila" ("*stack*") de AIJ. Cada imagen de una pila es una "rodaja" ("*slice*"). La pila es un conjunto activo de imágenes a las que se puede aplicar varias funciones de AIJ. Desde la barra de herramientas seleccione *File* > *Import* > *Image Sequence*. Para los usuarios de Windows, seleccione entonces UN archivo en el subdirectorio que contiene las imágenes calibradas de ciencia (Nota: no intente seleccionar varias imágenes; es necesario seleccionar una de las imágenes del subdirectorio). Para usuarios de MAC, seleccione la subcarpeta que contiene las imágenes a mostrar deseadas. Aparecerá una pantalla similar a la de la figura 6.

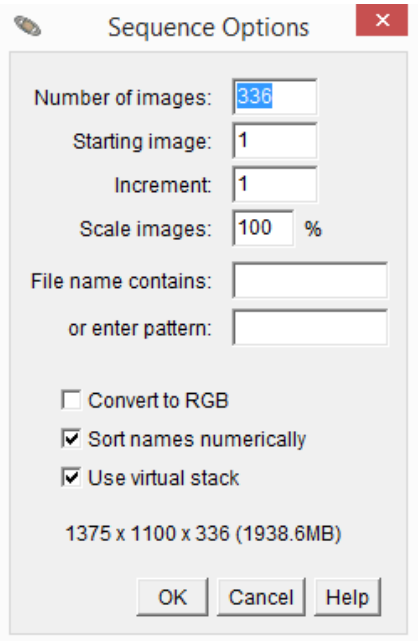


Figura 6. Pantalla Sequence Options

Si el ordenador tiene suficiente memoria para mantener todas las imágenes en la pila, entonces se puede desmarcar la casilla "*Use virtual stack*" de la pantalla *Sequence Option*s, permitiendo que AIJ se ejecute más rápidamente, puesto que puede acceder a las imágenes directamente de la memoria. Si aparece un mensaje de insuficiente memoria, puede asignarse más memoria a AIJ realizando lo siguiente:

1. Desde la barra de herramientas principal de AIJ, vaya a *Edit* > *Options* >*Memory and Threads…*
2. Cambie el valor de *Maximum memory* a un valor mayor.

A continuación, con las casillas marcadas tal y como se muestra en la figura 6, con la posible excepción de *Use virtual stack*, seleccione *OK*. Esto genera una pila AIJ con las imágenes científicas calibradas. *Image Display* (figura 5) muestra entonces la primera imagen de la pila.

7.2. Calibración de imágenes científicas

La función de procesado de datos (*Data Processing*, DP) de AIJ puede usarse para calibrar las imágenes científicas tomadas durante la fase de imagen. Nota: antes de proceder con esta sección, se recomienda con insistencia que el usuario revise la sección 6 (DP User Interface) de la Guía del Usuario de AIJ. La función DP se inicia haciendo clic en el icono DP de la barra de herramientas principal de AIJ. La figura 7 es un ejemplo de una de las dos pantallas que aparecen.

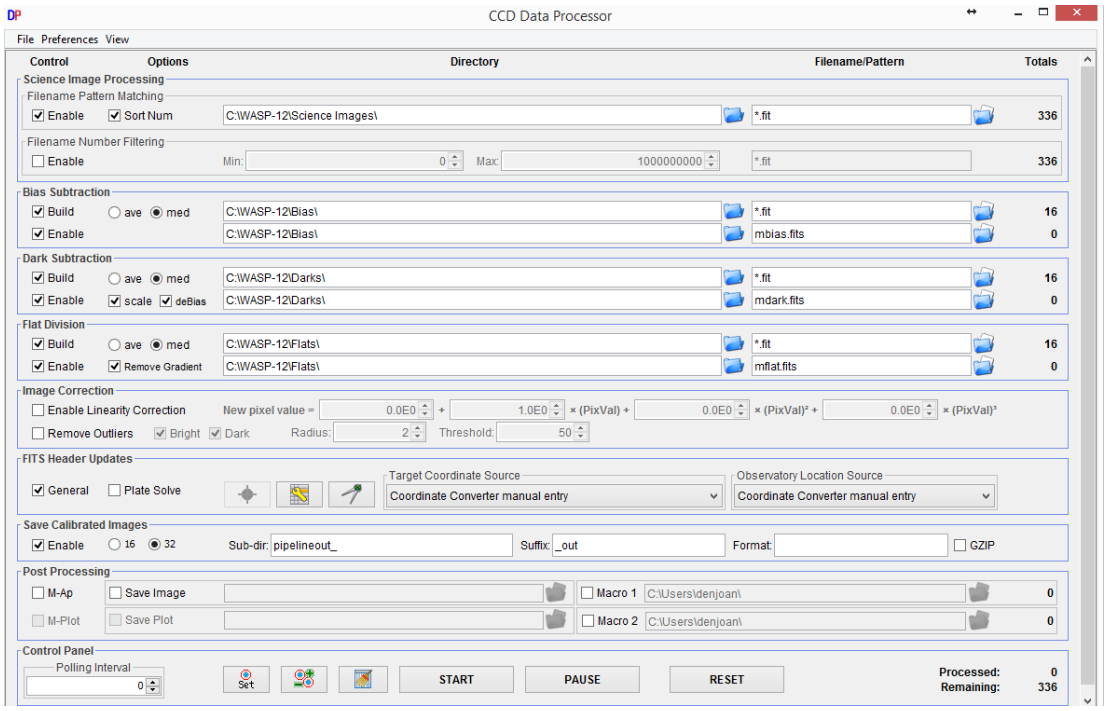


Figura 7. Pantalla *CCD Data Processor*

Un ejemplo de la otra pantalla que aparece está representado en la figura 8, que puede cubrir inicialmente la pantalla *CCD Data Processor*.

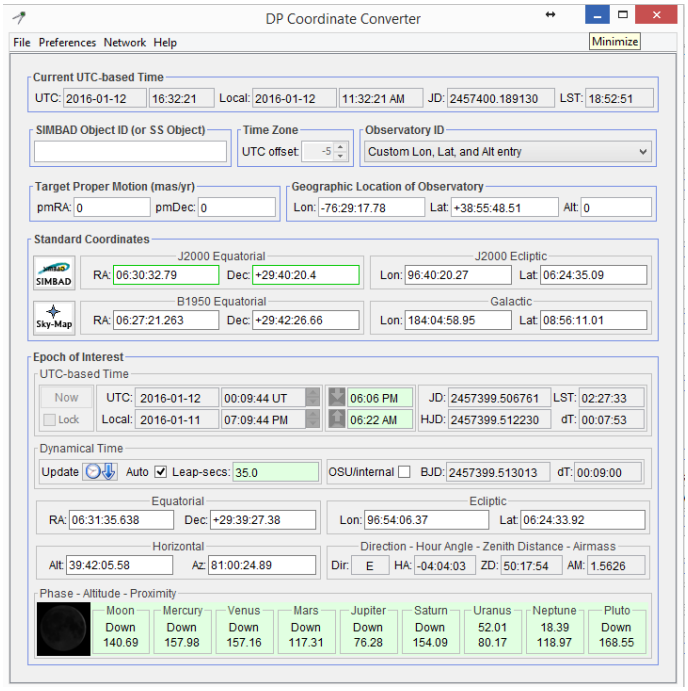


Figura 8. Pantalla *DP Coordinate Converter*

El propósito de la pantalla *CCD Data Processor* es calibrar las imágenes científicas utilizando los archivos bias, dark y flat previamente producidos. Sin embargo, hay varias maneras de crear los master bias, dark y flat para la calibración. Por ejemplo, los archivos master bias pueden crearse en ejecuciones diferentes de la *CCD Data Processor*, y una ejecución final especifica el archivo master que se está utilizando. Además, el usuario puede utilizar otros programas para efectuar la calibración y utilizar AIJ para simplemente actualizar los encabezados FITS de los archivos calibrados, proceso que se describe a continuación. En el ejemplo mostrado en la figura 7 y descrito más abajo, AIJ utiliza una ejecución para realizar todas las operaciones: los archivos master se crean primero a partir de los bias, dark y flat individuales. Luego, se utilizan estos archivos master para calibrar las 336 imágenes científicas y, finalmente, los encabezados FITS son actualizados. En el ejemplo de más abajo, los archivos dark originales y las imágenes científicas han tenido un tiempo de exposición de 45 segundos y los archivos flat han tenido uno de 3 segundos.

7.2.1. Especificando las imágenes científicas y las imágenes de calibración

El primer paso en llevar a cabo la calibración de imágenes es especificar donde AIJ puede encontrar las imágenes científicas y los archivos de calibración.

En la sección *Science Image Processing* de la pantalla *CCD Data Processor*, deben seleccionarse las casillas "*Enable*" y "*Sort Num*" y debe introducirse el directorio donde se encuentran las imágenes científicas (esto también se puede hacer haciendo clic en el icono de la carpeta y seleccionando el subdirectorio apropiado). A continuación, debe introducirse la extensión de archivo apropiada con el carácter comodín "*" para la ruta del archivo. Si la ruta del archivo y la extensión de las imágenes científicas se ha introducido correctamente, el contador *Totals* a la derecha debería ser correcto.

El método descrito debería utilizarse para especificar subdirectorios y extensiones de archivo para los archivos bias, dark y flat. Para cada uno de estos conjuntos de calibración, debería entrarse un subdirectorio y un nombre completo (no solo extensión) para los respectivos archivos master a punto de crearse. Por ejemplo, en la figura 7, se creará un master dark llamado mdark.fits en el mismo subdirectorio donde se encuentran los dark individuales.

Las casillas *Build* y *Enable* deben ser marcadas para cada uno de los tipos de calibración, y debería usarse la decisión tomada para crear los archivos master: combinación media (*ave*) o mediana (*med*). Si los dark se escalan y se utilizan como flat darks, deberían marcarse las casillas "*scale*" y "*deBias*".

Existen variaciones a lo que se ha expuesto. Por ejemplo, para utilizar archivos master que ya han sido creados, las casillas "*Build*" no deben marcarse.

Nota: es importante que la opción "*Remove Outliers*" NO se seleccione cuando se realice fotometría diferencial y que *Polling Interval* en el *Control Panel* se fije a 0. Además, a menos que se utilicen las opciones "*Enable*" para el *Filename Number Filtering* o bien "*Enable Linearity Correction*" (véase secciones 6.3.2.1 y 6.3.2.5, respectivamente del Manual del Usuario de AIJ), entonces no deben ser activadas.

7.2.2. Actualizando la información de los encabezados FITS

AIJ tiene dos métodos para obtener información esencial como AIRMASS, tiempos BJD_{TBD}, etc., que pueden ser útiles durante las fases de fotometría, representación y modelización. El primer método consiste en actualizar el archivo de medidas (*Measurements*) que se crea después de haber aplicado la fotometría diferencial a las imágenes calibradas. Este método se describe en la sección 7.6 más abajo. Este método, sin embargo, no actualiza los encabezados FITS de las imágenes calibradas, de modo que cada vez que se efectúe una nueva medida de fotometría diferencial en las imágenes calibradas, esta actualización tendría que volver a llevarse a cabo. Nótese que algunos softwares de captura de cámara pueden incluir AIRMASS en el encabezado FITS, pero seguramente no BJD_{TBD}.

El segundo método, que tiene lugar en la fase de calibración, consiste en incluir esta información en los encabezados FITS de los archivos de calibración. De este modo, al tiempo que los archivos de calibración se están corrigiendo con bias, dark y flat, sus respectivos encabezados FITS se están actualizando también. Este es el método más recomendable de los dos, puesto que pueden llevarse a cabo múltiples ejecuciones de modelización con diferentes ajustes de fotometría, sin tener que actualizar el archivo de mediciones después de cada ejecución con información como AIRMASS y el tiempo BJD_{TDB}.

Para actualizar los encabezados FITS durante el proceso de calbración, el usuario debería seleccionar en la sección *FITS Header Updates* de la pantalla *CCD Data Processor* (véase la figura 7). La pantalla *DP Coordinate Converter* aparecerá (figura 8), si no estaba previamente abierta.

7.2.2.1. Entrada de información de ubicación de objetivo y observación

En el caso de que se entren manualmente las coordenadas del objetivo y/o la ubicación de la observación, el observador deberá seleccionar "*Coordinate Converter manual entry*" en las secciones *Target Coordinate Source* y/o *Observatory Location Source*. En la pantalla *DP Coordinate Converter*, el usuario deberá llenar los campos *Lon* (longitud), *Lat* (latitud) y *Alt* (altitud) en la sección *Geographic Location of Obesrvatory* y/o los campos RA y DEC del objetivo en la sección J2000 Equatorial. Se puede encontrar una descripción de cómo el usuario puede crear una entrada para el observatorio del usuario, en una lista de observatorios predefinidos, bajo "*Customize Observatory Data*", al que puede llegarse desde la pestaña *Help* en la pantalla *DP Coordinate Converter*. El usuario puede luego acceder a esta información a través de la lista desplegable *Observatory ID* en la pantalla *DP Coordinate Converter* para rellenar automáticamente las entradas de la sección *Geographic Location of Observatory*.

Si las coordenadas RA y DEC ya son parte del encabezado FITS de la imagen, el usuario deberá seleccionar "*FITS header target RA/DEC (2000)*", bajo *Target Coordinate Source*. Si la ubicación de la observación es parte del encabezado FITS de la imagen, el usuario deberá seleccionar "*FITS header longitude and latitude*" bajo *Observatory Location Source*.

7.2.2.2. Actualizaciones de tiempo dinámico

Sin importar qué método se utilice para obtener las coordenadas del objetivo y de la ubicación de la observación, el usuario debería llevar a cabo lo siguiente en la sección *Dynamical Time* de la pantalla *DP Coordinate Converter Screen*:

1. *Auto* debería estar seleccionado
2. El botón *Update* debería estar pulsado.

Estas acciones permitirán a AIJ tener en cuenta el número apropiado de segundos intercalares cuando haga las conversiones a BJD_{TDB}.

7.2.2.3. Información adicional requerida del encabezado FITS

A continuación, es importante que las imágenes científicas sin procesar tengan información en sus encabezados FITS sobre la fecha/hora del inicio de la observación, así como sobre el tiempo de exposición. Las secciones 6.3.2.6.1 y 6.3.2.6.2 de la Guía del Usuario de AIJ describen las palabras clave aceptables de los encabezados FITS que AIJ puede utilizar para obtener esta información.

7.2.2.4. Ajustes del encabezado FITS

Una vez la información del observatorio y objetivo ha sido introducida, y se ha confirmado que los encabezados FITS contienen información aceptable de fecha/hora, entonces el usuario deberá seleccionar el icono en la pantalla *CCD Data Processor*. Aparecerá entonces la pantalla *General FITS Header Settings* (figura 9).

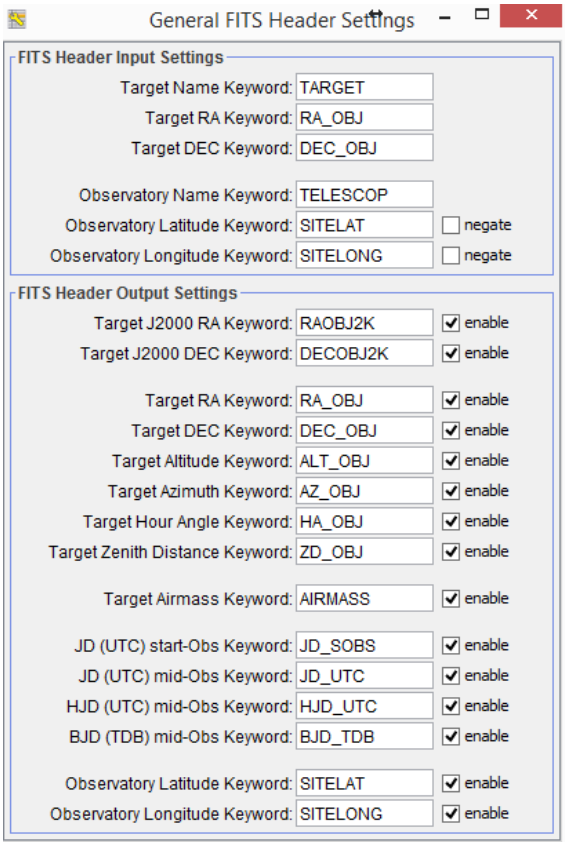


Figura 9. Pantalla *General FITS Header Settings*

Si se ha utilizado el método de entrada automático para introducir las coordenadas del objetivo, entonces deberían introducirse las palabras clave apropiadas del encabezado FITS de la imagen en los campos *Target RA Keyword* y *Target DEC Keyword* en la sección *FITS Header Input Settings*

de la pantalla (véase la figura 9). Son comunes los pares de palabras clave: RA_OBJ, DEC_OBJ y OBJCTRA, OBJCTDEC; sin embargo, el usuario debe confirmar qué par de palabras claves ha hecho constar el software de captura de imágenes en el encabezado FITS de las imágenes.

De igual manera, si se ha utilizado el método de entrada automático para introducir la ubicación de la observación, entonces será preciso introducir en los campos *Observation Latitude Keyword* y *Observation Longitude Keyword* las palabras clave apropiadas del encabezado FITS. Dichas palabras clave son SITELAT y SITELONG. Nota: algunos softwares de captura de imagen, tales como SkyX Pro, pueden colocar un número positivo en el encabezado FITS para la longitud aun tratándose una longitud oeste (típicamente, oeste se denota con un signo negativo, a menos que se exprese en *Elongitude*, es decir, grados totales desde la longitud 0). Si esto sucede, es preciso que el usuario marque la casilla "*negate*" para indicar a AIJ que el número que se encuentra en el encabezado FITS debería en realidad ser negativo.

La subsección *FITS Header Output Settings* de la pantalla indica qué ítems serán añadidos a las imágenes de calibración (aquellos que tengan la casilla "*enabled*" marcada). Nota: se sugiere que todas las palabras clave consten como "*enabled*".

IMPORTANTE: Si se lleva a cabo una actualización de AIJ, se advierte al usuario que es preciso asegurarse de que la entrada "BJD (TDB) mid-Obs Keyword" en la pantalla *General FITS Header Settings* esté fijada en *BJD_TDB* (versiones anteriores de AIJ fijaban dicha entrada a BJD_UTC).

7.2.2.5. Información WCS

Finalmente, aunque no se haga en este ejemplo, las coordenadas World Coordinate System (WCS) para cada estrella de la imagen pueden obtenerse seleccionando la opción *Plate Solve* de la pantalla *CCD Data Processor*. Sin embargo, debería notarse que este proceso puede retardarse mucho tiempo y en muchos casos no ser necesario (véase la sección 7.4. más adelante para obtener las coordenadas WCS para las imágenes seleccionadas).

7.2.3. Empezando el proceso de calibración

Tomando como ejemplo lo expuesto anteriormente, cuando el botón *START* se selecciona, la rutina *DP* efectuará los siguientes pasos automáticamente:

1. Creación de un Master Bias (mbias.fits) de los 16 archivos bias.
2. Creación de un Master Dark (mdark.fits) de los 16 archivos dark. Corrección del Master Dark con el Master Bias. De esta manera, el Master Dark quedará sin bias.
3. Creación de Master Flat (mflat.fits) utilizando los 16 archivos flat de la siguiente manera:
    a. Cálculo del factor de escala que representa el cociente entre los tiempos de exposición de los flats y los tiempos de exposición de los archivos dark originales (en este ejemplo, el factor de escala sería 0.667 = 3 seg/45 seg);
    b. Corrección de bias utilizando el Master Bias
    c. Corrección de dark utilizando el Master Dark.
    d. Eliminación de gradientes
    e. Normalización de los flats calibrados
4. Actualización de los encabezados FITS de los archivos calibrados

5. Calibración de cada imagen científica utilizando los Master Bias, Master Dark y Master Flat. Se muestra una *Image Display* para cada imagen, así como es calibrada.
6. Las imágenes científicas calibradas se almacenan en un subdirectorio de calibración dentro del subdirectorio que guarda las imágenes científicas. En este ejemplo, el subdirectorio se llamará *pipelineout* y sus archivos tendrán el sufijo *_out*.

7.2.4. Operación en tiempo real

Además de llevar a cabo la calibración de imágenes después de la observación, AIJ también es capaz de operar "en timpo real" si *Polling Interval* se fija a un valor diferente de cero. En tal caso, al ritmo *Polling Interval* especificado, AIJ comprobará automáticamente si en el directorio de imágenes científicas se han añadido imágenes nuevas que coincidan en los patrones de archivo y los criterios de filtraje especificados en la pantalla *CCD Data Processor*. AIJ entonces las calibrará, opcionalmente efectuará fotometría diferencial en ellas, y opcionalmente actualizará la curva de luz (vea las casillas en la sección *Post Processing* en la pantalla *CCD Data Processor* para seleccionar estas opciones).

7.2.5. Opciones adicionales

La sección 6 de la Guía del Ausuario de AIJ proporciona otras opciones disponibles para la pantalla *CCD Data Processor*.

7.3. Cargando imágenes de calibración

Después de la calibración, las imágenes en el subdirectorio de calibración pueden cargarse a AIJ (vea en la sección 7.1 cómo cargar un conjunto de imágenes).

Para asegurarse que los indicadores de campo de visión (*field of view*, FOV) son correctos tanto para los ejes vertical como horizontal en la pantalla *Image Display* para las imágenes de calibración, deben ajustarse las escalas X e Y correctas. Las escalas de píxel tendrán que ajustarse correctamente si las coordenadas WCS se encontraron utilizando la opción *Plate Solve* en la pantalla *CCD DP Processor* (véase la sección 7.2.2.5) o una de las opciones en *WCS > Plate solve* de la pantalla *Image Display* (vea sección 7.4). Alternativamente, las escalas de píxel correctas pueden entrarse manualmente seleccionando, en la parte superior de la pantalla *Image Display*, "*WCS > Set pixel scale for images without WCS…*" y entonces entrando los valores correctos de escala de píxel X e Y.

Se puede utilizar el deslizador de debajo de la imagen para moverse a través de todas las imágenes y encontrar aquellas que deberían eliminarse por nubosidad excesiva, un mal autoguiado u otras anomalías. Si las imágenes muestran grados crecientes de desalineación, vea en la sección 7.5.3 cómo solucionarlo. Las imágenes deficientes pueden eliminarse colocando la imagen en cuestión al frente en la pantalla *Image Display* y seleccionando el icono "*delete currently displayed slice*" en la parte superior izquierda del *Image Display*. Alternativamente, puede seleccionarse *Edit > Stack > Delete* en el menú de *Image Display*. Es aconsejable, sin embargo, mover estas imágenes defectuosas desde el subdirectorio de calibración donde residen al subdirectorio "Imágenes en cuarentena". Esto es para que, si la fotometría diferencial tiene que repetirse, el usuario no tenga que pasar de nuevo por este proceso de eliminación.

7.4. *Plate solving* usando AIJ

Plate solving[11] significa asignar a las estrellas en una imagen sus coordenadas RA y DEC. Opcionalmente, esta información puede guardarse permanentemente en el encabezado FITS de la imagen para un eventual uso posterior. La información almacenada en el encabezado FITS utiliza información WCS. Esta información permite que ejecuciones subsecuentes identifiquen las coordenadas RA y DEC de las estrellas seleccionadas.

Los siguientes son ejemplos donde podría ser deseable llevar a cabo el proceso de *plate solving*:

1. es útil efectuar *plate solving* de una imagen para identificar la localización exacta de la estrella objetivo en un campo muy poblado de estrellas;
2. si las imágenes se han desalineado a lo largo de la sesión de observación, o ha tenido lugar un *meridian flip*, es útil seguir la localización de estrellas en particular de una imagen a la siguiente durante el proceso de fotometría diferencial utilizando sus coordenadas RA y DEC.

Las imágenes que contengan información WCS de otro software pueden ser utilizadas por AIJ, alternativamente, AIJ puede encargarse del *plate solving* de una o más imágenes en la pila. Esto se hace seleccionando del menú de *Image Display* "*WCS > Plate solve using Astrometry.net (with options)…*". Aparecerá una pantalla similar a la de la figura 10.

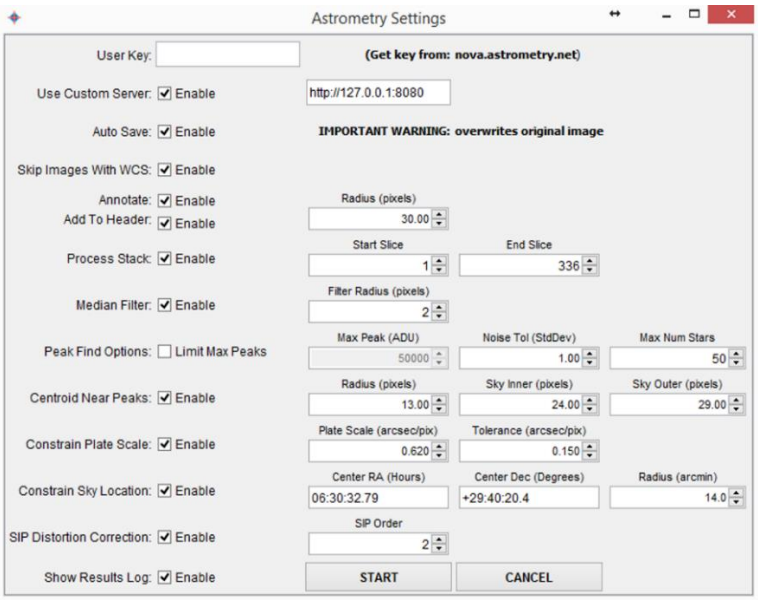


Figura 10. Pantalla *Astrometry Setting*

AIJ puede utilizar información en línea de astrometry.net para el *plate solving*, o bien los usuarios de Windows pueden utilizar una versión local que no requiera conexión a Internet. A continuación, se describen cada una de las alternativas mencionadas.

[11] Nota de traducción. *Solución de placa (término que se hereda del revelado de películas fotográficas).*

7.4.1. Alternativas de astrometry.net

Alternativa 1: *Plate solving* utilizando la versión online de Astrometry.net

Para esta alternativa, se obtiene primero una clave de Astrometry.net. Esto se hace registrándose en http://nova.astrometry.net/signin/?next=/api_help utilizando, por ejemplo, la información de inicio de sesión de Yahoo del usuario. La clave puede entonces encontrarse en *My Profile*. Esto se llama "*my API key*". Esta clave se puede entrar entonces en el campo *User Key* de la pantalla *Astrometry Settings* de AIJ.

Alternativa 2: *Plate solving* utilizando una versión local de Astrometry.net

Los usuarios de Windows pueden utilizar una alternativa a la versión online de astronomy.net para el *plate solving*. En este caso, AIJ utiliza un servidor local de astrometry.net. El servidor, desarrollado por Andy Gallas, se llama ansvr. Puede instalarse visitando http://aadgsoftware.com/ansvr/ y siguiendo las instrucciones de instalación que se encuentran allí (inglés). Una vez esté instalado, el *plate solving* puede hacerse localmente habilitando "*Use Custom Server*" en la pantalla *Astronomy Settings* (véase la figura 10).

7.4.2. Información de astrometría

Después elegir la alternativa apropiada para acceder a la información de astronomy.net, tiene que entrarse lo siguiente en los campos de la pantalla *Astrometry Settings*:

1. "*AutoSave*" debería estar marcado si el usuario desea que el encabezado FITS de los archivos originales de la imagen se actualicen permanentemente con la información WCS correspondiente.
2. Seleccionar la opción "*Annotate*" permite que AIJ dibuje alrededor de las estrellas que se encuentren en SIMBAD un círculo de tamaño "*Radius (pixels)*", junto con una anotación del nombre de la estrella. Si se selecciona "*Add To Header*", dichas acciones se añadirán al encabezado FITS de la imagen.
3. El/los número(s) de *rodaja* de la(s) imagen(es) en la pila a la que hay que efectuar *plate solving* deberían entrarse en los campos *Start Slice* y *End Slice*.
4. Los ajustes de radio de apertura y anillo que se utilizarán en el proceso de fotometría diferencial (véase la sección 7.5.1 más abajo) deben ser entrados en los campos *Radius*, *Sky Inner* y *Sky Outer*.
5. El valor de escala de píxel correcto para el sistema de imagen del usuario debería introducirse en Pixel Scale, así como algún valor de tolerancia para su precisión.
6. A continuación, las coordenadas aproximadas RA y DEC del centro de la imagen deberían introducirse, así como un radio de búsqueda para estrellas adecuadas que pueden utilizarse durante el proceso de *plate solving*. El usuario puede tratar de comenzar con el ancho de la imagen, e ir reduciendo desde ahí.
7. Todos los otros valores y casillas deben fijarse tal y como aparecen en la figura 10. Cuando se seleccione *START*, el proceso de *plate solving* comenzará.

7.5. Realizando la fotometría diferencial

Gracias a las estrellas de comparación candidatas conocidas, la fotometría diferencial puede tener lugar en las imágenes de la pila. Vea en la sección 6.4.2 las pautas para seleccionar estrellas de comparación apropiadas.

7.5.1. Selección de la apertura apropiada y ajustes de anillo

El primer paso es definir el radio apropiado de apertura y los radios interior y exterior del anillo. Esto se hace del siguiente modo:

Seleccionando el icono

del *Image Display* se mostrará la pantalla *Aperture Photometry Settings* (figura 11).

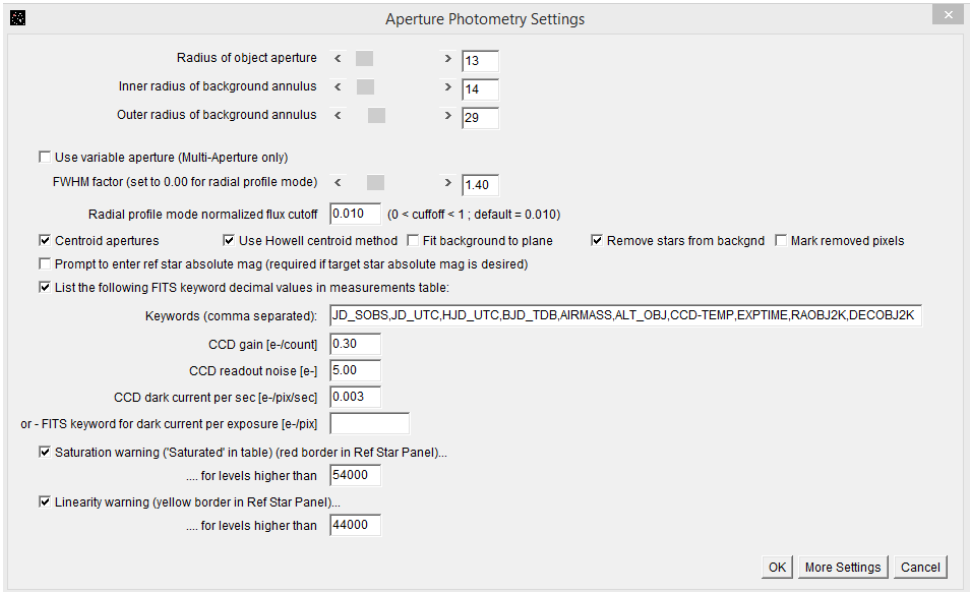


Figura 11. Pantalla *Aperture Photometry Settings*

Los radios iniciales de apertura y anillo pueden entonces configurarse apropiadamente utilizando uno de los siguientes tres métodos.

Método 1. Los radios iniciales pueden determinarse utilizando la pantalla *Seeing Profile* asociada a la estrella objetivo (véase la figura 12). Esta pantalla aparece cuando el cursor en cruz se sitúa sobre la estrella objetivo y el usuario mantiene presionada la tecla ALT mientras hace clic en la estrella (nota: hacer ALT-clic en la estrella no mantiene el cursor en cruz sobre la estrella). Los radios mostrados para la fuente y los radios de inicio y final para el fondo pueden utilizarse para el radio inicial de apertura y los radios interior y exterior del anillo, respectivamente.

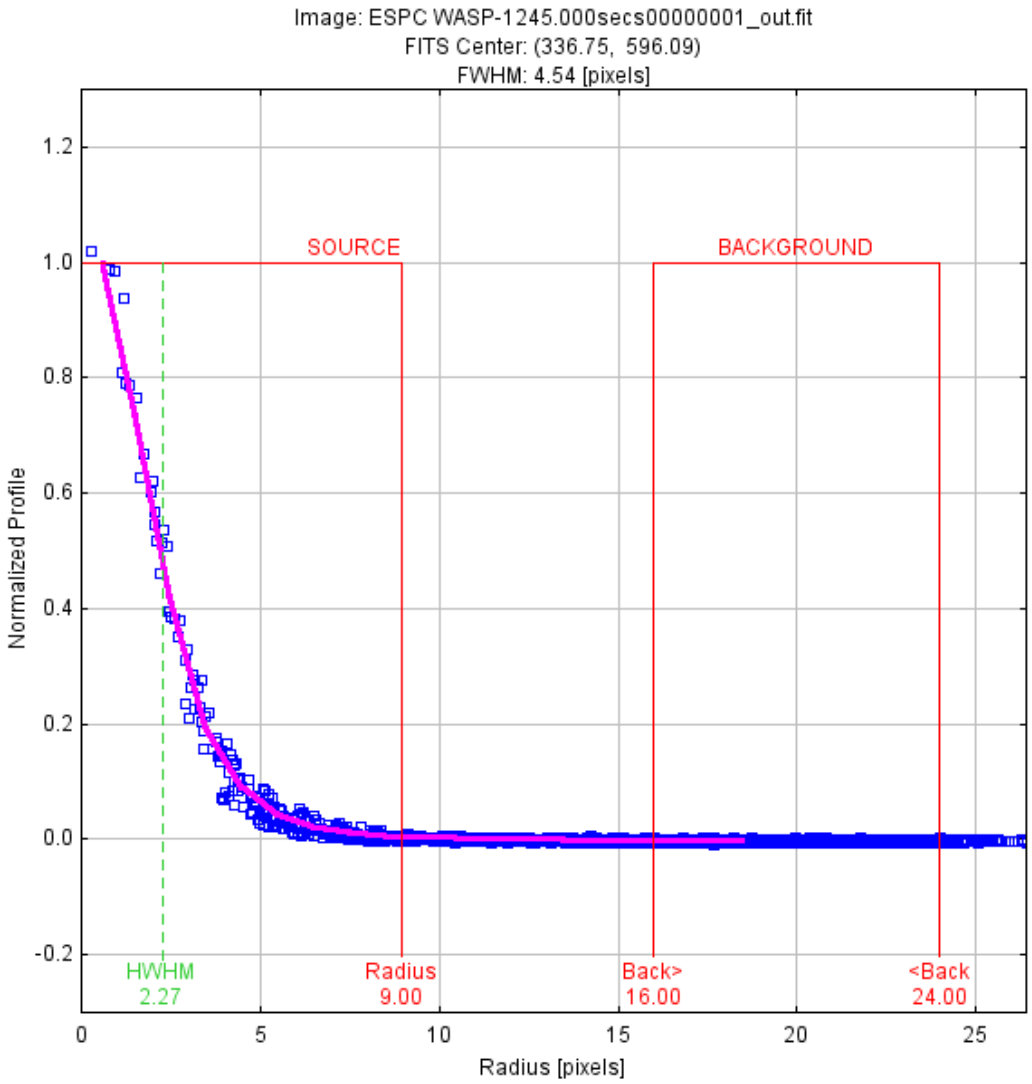


Figura 12. Pantalla *Seeing Profile*

Método 2. Los radios iniciales también pueden determinarse según las siguientes pautas (nótese que la selección automática de valores recomendados a través del Método 1 es consistente con estas pautas):

1. El radio inicial de apertura (r_1) debería ser 2 veces el número de lo píxeles FWHM.
2. El radio inicial interior del anillo (r_2) debería elegirse de tal manera que él mismo y el radio exterior del anillo creen una región que excluya otras estrellas cercanas a la estrella objetivo.
3. El valor inicial del radio exterior del anillo debería ser $\sqrt{(4*r_1^2+r_2^2)}$. Esta fórmula produce un anillo que contiene 4 veces el número de píxeles que los que contiene la apertura.

Método 3. Finalmente, los ajustes de apretura inicial/anillo pueden determinarse utilizando aquellos que maximicen la SNR de la estrella objetivo. AIJ puede también usarse para determinar la SNR de la estrella objetivo de la siguiente forma:

1. Haga clic en el icono *Set apperture settings* de la pantalla *Image Display*. Ajuste la apertura y los radios del anillo a unos valores iniciales y haga clic en *OK*.
2. Haga clic en el icono *Single Aperture Photometry* de la barra de herramientas de AIJ. Sitúe los círculos concéntricos resultantes sobre la estrella objetivo en la *Image Display* y haga clic.
3. Esto producirá una nueva tabla *Measurements* que debería incluir la medida de SNR en la columna *Source_SNR*. Cada cambio subsiguiente en los ajustes de apertura y en las selecciones *Single Aperture Photometry* añadirán una nueva fila a esta tabla.

Nota: cada nueva fila nuevamente creada (externa) en la tabla *Measurements* debería eliminarse antes de que dicha tabla se utilice para modelar el tránsito. Esto se hace seleccionando la(s) columna(s) a eliminar en la tabla y entonces seleccionando *Edit* > *Cut* de la barra de menú.

De entre los tres métodos descritos arriba, el Método 1 es el preferido para obtener un conjunto inicial de ajustes de apretura y anillo.

Debería notarse que los radios finales de apertura y del anillo deberían ser aquellos que minimicen el valor cuadrático medio (*Root Mean Square*, RMS) de los residuos de la curva de luz que se crea durante el ajuste del modelo de tránsito. El RMS mide en qué medida el modelo "se ajusta" a los datos observacionales. Esto implica que deberán efectuarse múltiples ejecuciones del ajuste del modelo con diferentes valores de radios de apertura y anillo, tal y como se describe en la sección 7.11.

7.5.2. Preparación e inicio de la fotometría diferencial

Al escanear las imágenes de la pila, podría parecer que están gradualmente desplazadas una a otra y, consecuentemente, no están bien alineadas. En las secciones 7.5.3 y 7.5.4 se explica cómo corregir grados varios de desalineación, además del *meridian flip*.

En la pantalla *Aperture Photometry Settings* (figura 11), el usuario deberá introducir una lista de palabras clave separadas por coma para los valores de encabezados FITS que quiera extraer y añadir a la tabla *Measurements*. Además, deben introducirse los valores correctos de la ganancia CCD (*CCD's gain*), ruido de lectura (*readout noise*) y corriente oscura (*dark current*). Finalmente deberán fijarse los ajustes de advertencia de saturación (*Saturation*) y linealidad (*Linearity*). Todas las otras casillas pueden dejarse como se muestra en la figura 11. Luego debe pincharse en *OK*.

A continuación, el icono en el menú de *Image Display* debe seleccionarse para mostrar la pantalla *Multi-Aperture Measurements* (véase la figura 13). Los valores para el rango de rodajas (*slices*), apertura y radios de anillo se rellenarán automáticamente. Si todas las imágenes han sido sometidas a *plate solving*, la casilla "*Use RA/Dec to locate apertura positions*" puede marcarse. El resto de las casillas pueden dejarse como se muestra en la figura 13.

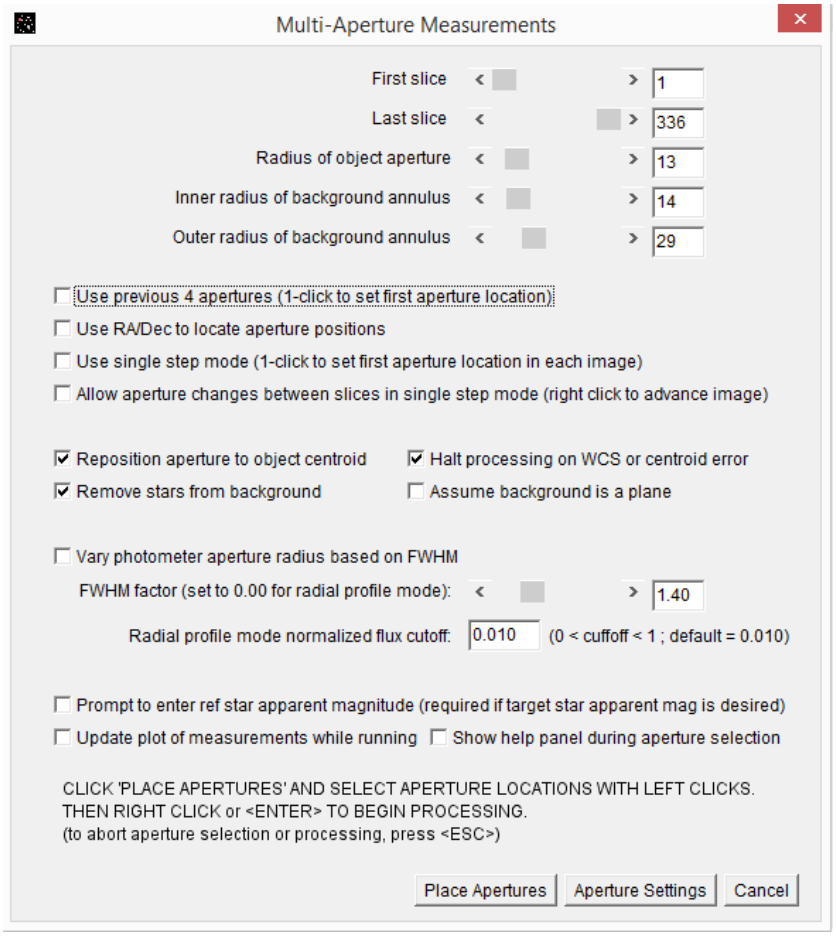
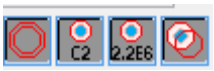


Figura 13. Pantalla *Multi-Aperture Measurements*

El usuario debería tener activados los siguientes cuatro iconos del menú de *Image Display*:



De este modo, se mostrarán los círculos de apertura y anillo junto a los nombres de las estrellas objetivo y de comparación y sus cuentas de intensidad asociadas, ayudando a posicionar automáticamente la apertura y el anillo sobre el centroide de cada estrella.

El usuario deberá seleccionar *Place apertures* y luego colocar los círculos concéntricos flotantes sobre la estrella objetivo y de comparación. *Image Display* tendrá un aspecto similar al de la figura 14.

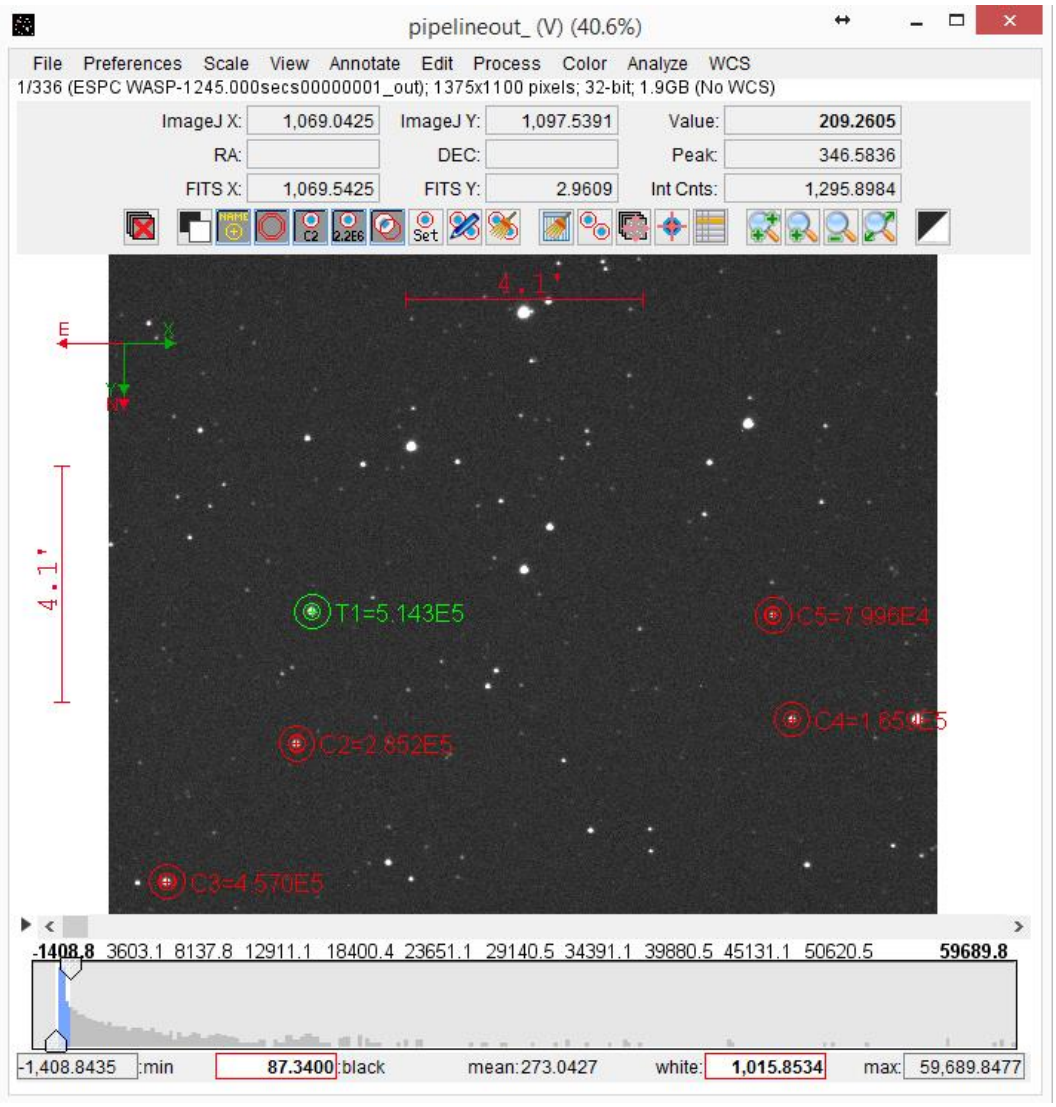


Figura 14. Imagen de muestra con apertura y anillo aplicados sobre las estrellas objetivo y de comparación

A continuación, pulsando la tecla Enter del teclado, el proceso de fotometría diferencial comenzará. Se creará un encabezado de la tabla *Measurements* en la que cada columna representará las medidas de cada rodaja en la pila. Las etiquetas del encabezado de la tabla *Measurements* identifican el tipo de datos en la columna de etiquetas. Algunas de estas etiquetas corresponden a los identificadores de encabezado FITS, y otros son las palabras clave especificadas en la pantalla *Aperture Photometry Settings* (véase la figura 11).

A continuación, se muestran algunos de los valores más importantes de la tabla *Measurements* que van a tener que ser usados posteriormente en el análisis exoplanetario (en la notación de más abajo, xx=Tn para una estrella designada como objetivo y xx=Cn para una estrella designada como de comparación):

- *Source-Sky_xx*: Cuentas ADU en la fotometría de la apertura, ajustada con las cuentas de cielo de fondo en la fotometría del anillo.
- *tot_C_cnts*: número de cuentas Source-Sky de todas las estrellas de comparación.
- *rel_flux_Tx*: flujo relativo de la estrella objetivo Tn = Source-Sky de Tn dividido entre tot_C_cnts
- *rel_flux_Cx*: flujo relativo de la estrella de comparación Cn = Source-Sky de Cn dividido entre las cuentas totales Source-Sky de todas las otras estrellas de comparación seleccionadas.
- *rel_flux_err_xx*: error asociado con el flujo relativo correspondiente

Llegados a este punto, la tabla *Measurements* debe guardarse en un directorio con un nombre parecido a Análisis AIJ. Esto se hace seleccionando *File* > *Save* en el menú de la tabla *Measurements* y seleccionando el subdirectorio Análisis AIJ. La tabla puede entonces guardarse con una extensión .xls, .tbl o .txt.

Nótese que, en caso de necesitar rehacer la fotometría diferencial de las imágenes que están en la pila, pueden seguirse los siguientes pasos:

1. Eliminar los radios de apertura/anillo existentes seleccionando el icono "*clear apertures and annotations from overlay* en *Image Display*.
2. Desde la pantalla *Multi-Aperture Measurements* (figura 13), asegúrese que la casilla "*Use previous X apertures*" está desmarcada.

7.5.3. Tratando imágenes desalineadas

Un desplazamiento en la orientación de una imagen, y por consiguiente, una desalineación, puede darse si el autoguiado es ineficiente. Si los desplazamientos no son demasiado severos, puede utilizarse la función de AIJ *Align Stack* para alinear las imágenes en la pila activa. Esto se puede conseguir seleccionando el icono "*align stack using apertures*" de la pantalla *Image Display* y ajustando la apertura y los radios del disco con valores bastante grandes. Las imágenes en la pila se alinearán y las imágenes resultantes se almacenan en un subdirecorio llamado "*aligned*". Las imágenes en este subdirectorio deben entonces ser las que se utilicen durante la fase de fotometría diferencial. El usuario no debe olvidar introducir nuevamente los radios de apertura y anillo que eran apropiados en la fase de fotometría diferencial.

En el caso de que la rotación de la imagen sea debida a un desplazamiento severo que no pueda ser corregido por la función *Align Stack*, puede hacerse lo siguiente:

1. Primero, efectuar *plate solving* a cada imagen (véase la sección 7.4).
2. Después de que el *plate solving* se haya completado, el usuario puede llevar a cabo la fotometría diferencial como antes, excepto que en la pantalla *Multi-Aperture Measurements* (figura 13), debe marcarse la casilla "*Use RA/Dec to locate aperture positions*". Además, los deslizadores *First slice* (primera rodaja) y *Last slice* (última rodaja) deben indicar el rango entero de rodajas.

3. Cuando se seleccione el botón *Place Apertures*, el usuario deberá colocar los círculos de apertura y anillo en las estrellas objetivo y de comparación y, como antes, pulsar Enter en el teclado. Ahora todas las imágenes en la pila serán analizadas.

7.5.4. Lidiando con un *meridian flip*

Si se produce un *meridian flip* durante la sesión de imagen, las imágenes estarán rotadas 180° respecto la orientación mostrada en la figura 5. Así, para las imágenes tomadas después del *meridian flip*, los círculos de apertura/anillo no caerán en las localizaciones correctas correspondientes a las estrellas objetivo y de comparación. Nota: incluso si la cámara CCD ha sido rotada inmediatamente antes del inicio de la toma de imágenes después del *meridian flip,* es improbable que las estrellas objetivo y de comparación coincidan en los mismos círculos de apertura y anillo.

Para llevar a cabo la fotometría diferencial con AIJ en el caso de un *meridian flip*, tiene que seguirse el siguiente método (Nota: si hay imágenes desalineadas durante el período anterior o posterior al *meridian flip,* entonces debe utilizarse el método descrito en la sección 7.5.3):

1. Primero, haga *plate solving* solo para la primera imagen en la secuencia completa. Esto puede hacerse entrando "1" en los campos *Start Slice* y *End Slice* de la pantalla *Astrometry Settings*. Con esto, se hará el *plate solving* de la primera imagen en la pila.
2. A continuación, tiene que entrarse en estos dos campos el número de la rodaja para la imagen en la pila inmediatamente después del *meridian flip*.
3. En la pantalla *Multi-Aperture Measurements* (figura 13), la casilla "*Use RA/Dec to locate aperture positions*" debería estar marcada, y la casilla "*Halt processing on WCS or centroid error*" debería estar desmarcada.

Cuando se lleve a cabo la fotometría diferencial, AIJ procederá a utilizar las coordenadas de la primera rodaja para colocar la apertura y el anillo en las imágenes previas al *meridian flip*, y a hacer lo mismo con las coordenadas de la primera rodaja después del mismo para colocar la apertura y el anillo en las imágenes posteriores al mismo.

7.5.5. Almacenando y recuperando las posiciones de las estrellas objetivo y de comparación

A veces es deseable guardar la posición de las estrellas objetivo y comparación del usuario, para recuperarlas posteriormente en algún momento. AIJ lo permite del siguiente modo.

1. Antes de que comience el proceso de fotometría diferencial, por lo menos a la primera imagen de la pila, debería efectuarse el *plate solving*.
2. En la pantalla *Multi-Aperture Measurements*, la entrada "*RA/Dec to locate apertura positions*" debería estar seleccionada, y las opciones "*Use previous x apertures…*" y "*Halt processing on WCS or centroid error*" NO deberían estarlo.
3. A continuación, el usuario debería colocar las aperturas en las estrellas objetivo y de comparación deseadas para luego presionar Enter para llevar a cabo la fotometría diferencial en todas las imágenes.

4. Una vez se cree la tabla *Measurements* se, debería seleccionarse *File > Export apertures to RA/Dec list…* de *Image Display*, y entonces guardar el archivo resultante con las posiciones de las estrellas objetivo y de comparación en el directorio Análisis AIJ.

Si el usuario desea utilizar la misma selección de estrellas objetivo y de comparación más adelante, debe seguirse el siguiente proceso:

1. En la pantalla *Multi-Aperture Measurements*, debe seleccionarse la entrada "*Use previous x apertures…*", además de la entrada "*RA/Dec to location apertura positions*".
2. En *Image Display*, el usuario debe seleccionar *File > Import apertures from RA/Dec list…* y entonces seleccionar el archivo previamente guardado con las posiciones de las estrellas objetivo y de comparación.
3. Después, en la pantalla *Multi-Aperture Measurements*, el usuario debe selccionar la pestaña *Place Apertures*.
4. Las selecciones de estrella objetivo y de comparación se verán en verde y rojo, respectivamente, con un tono más brillante.
5. El usuario debe pulsar la tecla Enter para empezar el proceso de fotometría diferencial, como es habitual.

7.6. Preparación para el ajuste de modelo

En la preparación para el ajuste del modelo, el icono *Multi-Plot Main* debe seleccionarse. Cuando esto se haga, se mostrarán las cuatro pantallas siguientes:

- *Multi-plot Main*
- *Multi-Plot Reference Star Settings*
- *Multi-plot Y-data*
- *Data Set 2 Fit Settings.*

Un archivo AIJ con la extensión .plotcfg contiene toda la información utilizada para crear estas pantallas. Puede encontrarse un archivo template.plotcfg con el que el usuario puede empezar en http://astrodennis.com. El usuario puede abrir un archivo plotcfg yendo a la esquina superior izquierda de la pantalla *Multi-plot Main* y seleccionando "*File > Open plot configuration from file…*". De manera similar, puede guardarse una instancia de las pantallas de arriba seleccionando "*File > Save plot configuration…*".

El primer paso es actualizar los valores en las columnas AIRMASS, HJD_UTC y BJD_TDB en la tabla *Measurements* si esto no se ha hecho durante la fase de calibración (véase la sección 7.2 más arriba). Esto se hace de la siguiente manera:

Desde el menú *Multi-plot Main*, seleccionar "*Table > Add new astronomical data columns to table*". Aparecerán las dos pantallas "*MP Coordinate Converter*" y "*Add astronomical data to table*" (véase la figura 15).

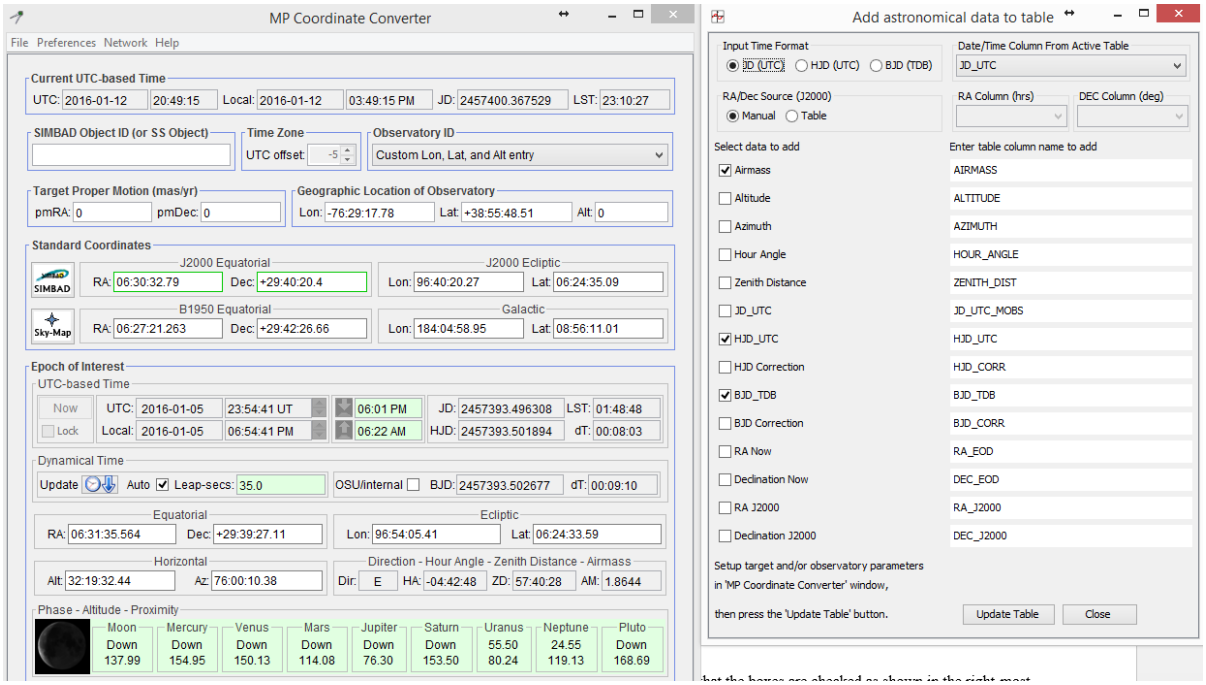


Figura 15. Pantallas para corregir AIRMASS y los valores de tiempo estándar

En la pantalla *MP Coordinate Converter*, verificar que los valores de las coordenadas del observatorio y de la estrella objetivo son correctos en *Geographic Location of Observatory* y *J2000 Equatorial*, respectivamente. Además, seleccionar *Update* y *Auto* bajo la sección *Dynamical Time*. En la pantalla "*Add astronomical data to table*", verificar que las casillas están marcadas como se muestra en la pantalla de más a la derecha en la figura 15, y después seleccionar *Update Table*. Presionar *OK* si aparece el cuadro de diálogo "*Over-write existing data?*". Las columnas AIRMASS, HJD_UTC y BJD_TDB en la tabla *Measurements* se actualizarán.

7.7. Realizar el ajuste de modelo

En la pantalla *Multi-plot Main*, rellene las entradas *Title* y *Subtitle* (véase la figura 16). En la sección *Fit and Normalize Region Selection*, deben rellenarse las casillas *Left* y *Right*, que representan los tiempos de tránsito de inicio y fin predichos, respectivamente. En la esquina superior derecha de la pantalla *Multiplot Main*, el icono *Copy* debe seleccionarse. Esto coloca los tiempos de entrada predicha y salida predicha en los *V.markers* en los lugares apropiados de la pantalla *Plot of Measurements*. Los *V.markers* no deberían modificarse después de esto, de modo que se muestre cuáles fueron las predicciones iniciales. Sin embargo, los marcadores de *Fit and Normalize* deberían posicionarse posteriormente en los puntos aparentes de entrada y salida tal y como se muestra en la pantalla *Plot of Measurements* (figura 22). Además, los campos *Left Trim* y *Right Trim* pueden utilizarse para eliminar una cierta cantidad de datos previos a la entrada y posteriores a la salida del modelo. Esto puede hacerse, por ejemplo, si ha habido errores sistemáticos durante el principio o el final de la sesión de observación. Los valores en los campos correspondientes a las secciones *Meridian Flip*, *Fit and Normalize Region* y *V.Marker* son únicamente la parte decimal del tiempo asociado (por ejemplo, 0.83508 sería el valor a introducir

si el tiempo en cuestión fuera 2457395.83508). En cambio, si el tiempo de inicio es, pongamos por caso, 2457395.83508 y el tiempo de final pasa a ser 2457396.00175, entonces, los valores de inicio y fin que habría que introducir serían, respectivamente, 0.83508 y 1.00175.

A continuación, en la sección *X-Axis Scaling*, marque la opción *Auto X-range* y haga clic en el icono . Las cajas *X-min* y *X-max* se rellenarán automáticamente con los valores mínimo y máximo de X (tiempos BJD_TDB en este ejemplo) que se encuentren en la tabla *Measurements*. Nota: para este trabajo, por lo menos una fila de la pantalla *Multi-plot Y* (véase la figura 17) debería tener la casilla marcada en la columna *Plot*. Alternativamente, el usuario puede hacer clic sobre la casilla *Custom X-range* y rellenar los diferentes valores *X-min* y *X-max*. La casilla *Y-Axis Scaling* puede utilizarse ahora o más adelante para permitir que varios diagramas se escalen para poder aparecer todos en la pantalla *Plot of Measurements* (véase la figura 22). Las entradas *Plot Size* se utilizan para establecer el tamaño de la pantalla *Plot of Measurements* en el monitor del usuario.

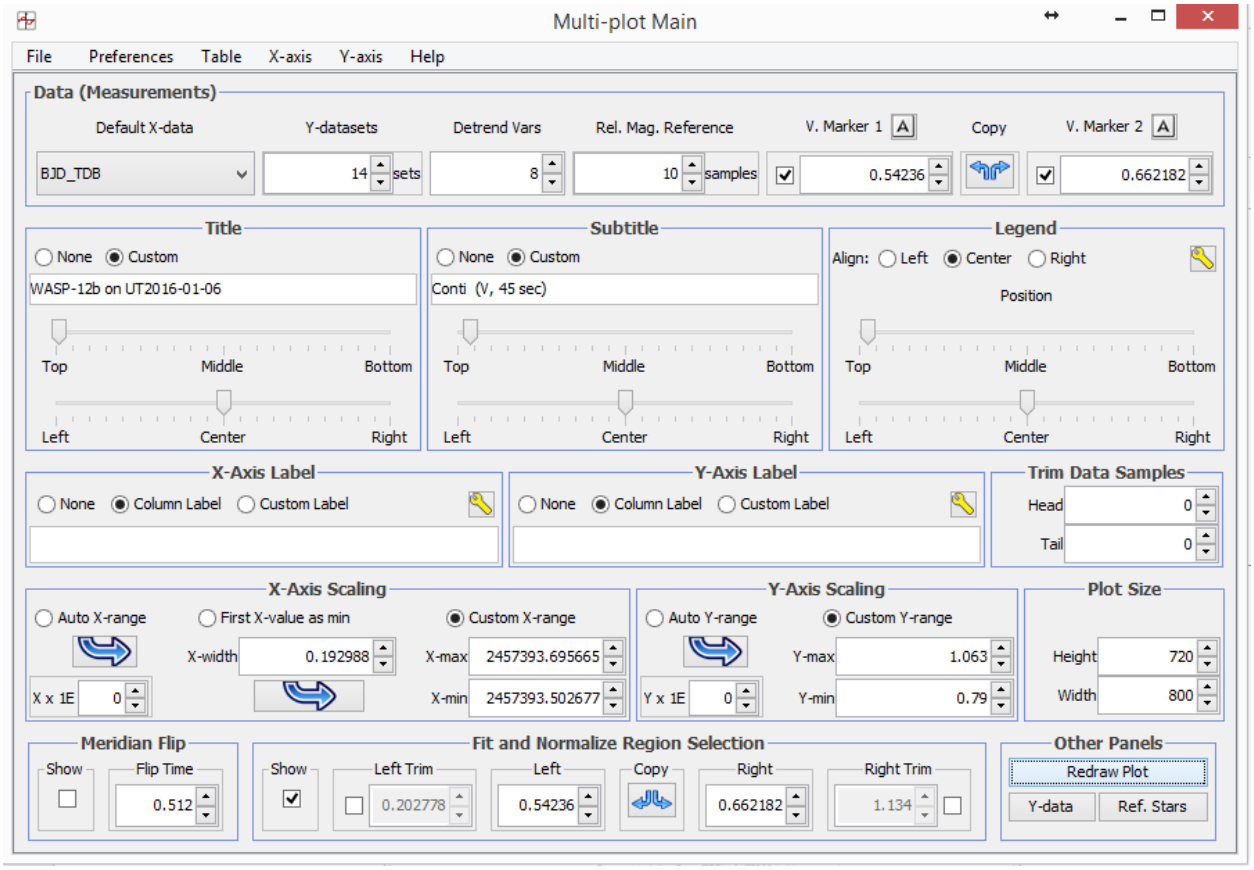


Figura 16. Pantalla *Multi-plot Main*

Si se ha producido un *meridian flip*, o bien si hay una interrupción en la sesión de imagen y las estrellas se han movido a una parte distinta del detector CCD, puede utilizarse la sección *Meridian Flip* en la pantalla *Multi-plot Main* para situar una línea en mitad del agujero donde se ha dado la discontinuidad de los datos. Para ello, debe marcarse la casilla *Show* e introducirse el valor adecuado en el campo *Flip Time*.

7.8. Diagrama de la curva de luz

Antes de que se pueda obtener una representación visual de los conjuntos de datos seleccionados a través de la pantalla *Plot of Measurements* (figura 22), la pantalla *Multi-plot Y Data* (figura 17) tiene que configurarse. Esta es la pantalla principal que determina dónde y cómo se representan dichos conjuntos de datos.

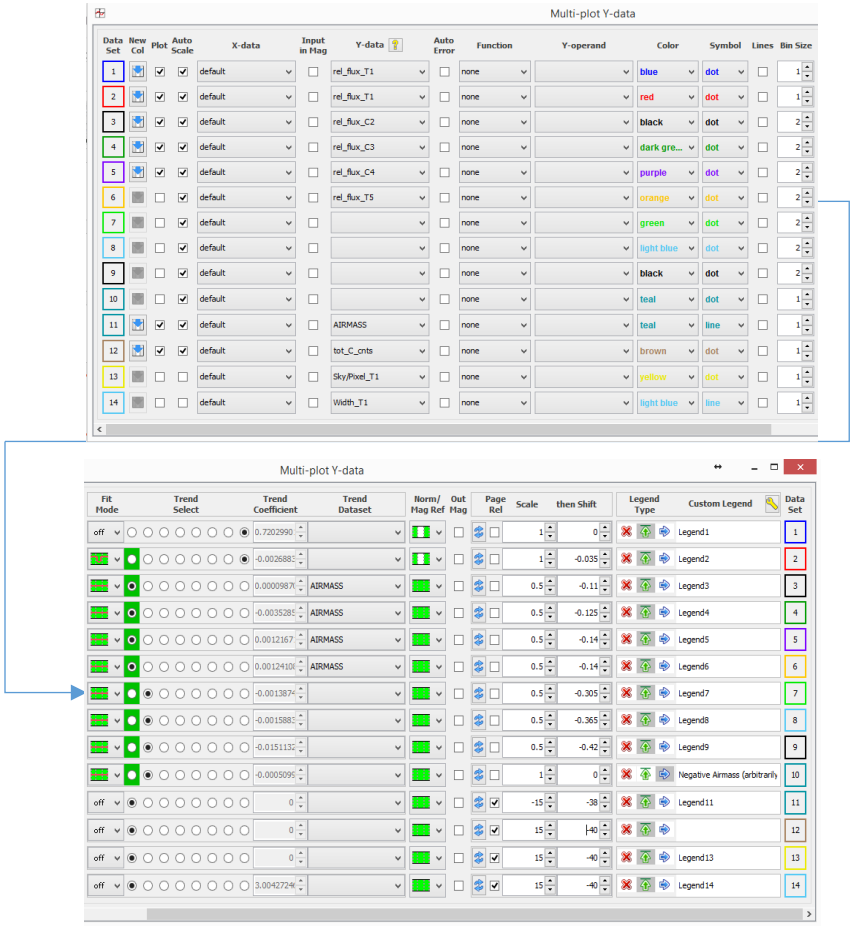


Figura 17. Pantalla *Multi-plot Y Data*

Los siguientes son los parámetros clave y las selecciones para la pantalla *Multi-plot Y*:

- La columna *Plot* se utiliza para seleccionar si un conjunto de datos en particular se representa.
- La columna *Y-data* se utiliza para seleccionar qué conjuntos de datos (es decir, qué columnas en la tabla *Measurements*) se asocia con qué fila en la pantalla.
- La columna *Bin Size* indica el número de puntos en el conjunto de datos asociados que se combinan (binning) en un solo punto. Típicamente, solo se aplica binning al flujo relativo asociado con las estrellas de comparación (esto es, *rel_flux_Ci*). Nótese que el binning es solamente para la representación y la tabla de datos *Measurements* no cambia.
- La columna *Fit Mode* se utiliza para seleccionar el tipo de ajuste que debe aplicarse al conjunto de datos, además del lapso de datos (indicados mediante el área verde) que serán

incluidos en el ajuste. Así, tal y como se aprecia en la figura 22, los puntos de datos sin procesar de cambios relativos en el flujo de T1 se representan sin ajuste, mientras que el segundo diagrama es un ajuste con los mismos datos utilizando el modelo de tránsito que se asume. Finalmente, los cambios relativos de los flujos de las tres estrellas de comparación se ajustan con un modelo de regresión lineal (como se verá más adelante, una de las estrellas de comparación originales, C5, fue desmarcada después de encontrarse que tenía errores residuales significativos). La razón por la que los tres últimos diagramas son lineales es porque se asume que no debería haber cambios relativos en los brillos de las estrellas de comparación durante la sesión de imagen, a diferencia del flujo relativo de T1, que se ha asumido que reflejará una caída de brillo debido al tránsito exoplanetario.

- La columna *Select Trend* sirve dos propósitos. Por un lado, refleja los *detrend parameters* que se aplican al *Fit Mode* asociado, que van a estar seleccionados en la pantalla *Data Set 2 Fit Settings* (figura 18). Los *detrend parameters* activos se indican en verde. Por otro lado, seleccionar uno de ellos en particular reflejará su *Trend Coefficient* y el tipo de dato asociado (por ejemplo, AIRMASS).
- La columna *Norm/Mag Ref* indica el rango de datos utilizados para normalizar el conjunto de datos respectivo. En el ejemplo de la figura 17, el flujo relativo de T1 está normalizado basándose en los datos de fuera del tránsito, esto es, los datos a la izquierda del tiempo de inicio del tránsito (tiempo de entrada) y a la derecha del tiempo de finalización del tránsito (tiempo de salida). Los dos últimos puntos se fijan en las secciones *Fit and Normalized Region* de la pantalla *Multi-plot Main* (figura 16).
- Cuando se marque, la columna *Page Rel* indica que las columnas *Scale and Shift* deberían interpretarse como porcentaje de *Y-range*. Que esté desmarcada significa que los valores *Scale and Shift* son números absolutos aplicados a *Y-range*. Los valores *Scale* y *Shift*, junto con los valores *Y-min* e *Y-max* de la pantalla *Multi-plot Main*, se utilizan para posicionar correctamente los diagramas varios en la pantalla *Plots of Measurements*. Nótese que los datos sin procesar que dan cuenta del flujo relativo de T1 (es decir, la primera columna en la figura 17) deberían tener siempre un valor *Scale* = 1. Esto es porque estos datos pueden ser utilizados por otros programas de ajuste global y no deberían ser escalados.

7.9. Pantalla *Data Set Fittings*

La pantalla *Data Set 2 Fit* (figura 18) se abre automáticamente siempre que se seleccione *Transit Fit* para un conjunto de datos (en este caso, *Data Set 2*) en la sección *Fit Mode* de la pantalla *Multi-plot Y* (figura 17). Las siguientes entradas del usuario en la pantalla *Data Set 2 Fittings* modifican la curva de luz resultante:

- *Period*: introduzca el período orbital, si está disponible, de http://exoplanets.org/; por ejemplo, en el caso de WASP-12b, son 1.09142245 días.
- *Host Star Parameters*: introduzca el tipo espectral (*Sp.T*) de la estrella huésped; esto es exclusivamente para estimar el radio R_* de la estrella huésped, que se utiliza solo para calcular el radio del exoplaneta. Si el usuario conoce R_* (por ejemplo, de http://exoplanets.org/) entonces este valor puede introducirse en el campo $R_*(R_{sun})$. En este ejemplo para WASP-12, R_*=1.630.

- *Quad LD U1* y *Quad LD U2*: estos son los coeficientes de oscurecimiento cuadráticos (quadratic limb darkening coefficients) asociados con la estrella huésped y el filtro particular en uso. Estos valores pueden encontrarse utilizando la calculadora de dichos coeficientes en http://astroutils.astronomy.ohio-state.edu/exofast/limbdark.shtml. En este ejemplo, los coeficientes para WASP-12b son 0.39056081 y 0.3026992, respectivamente. Nótese que éstos se colocan en la columna *Prior Center* y se bloquean.
- El valor *AIRMASS Prior Center* debería ser fijado en 0.0 en la mayoría de los casos.

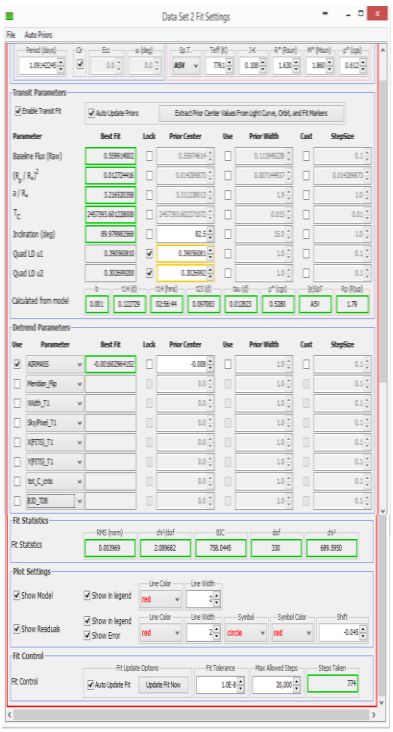


Figura 18. Pantalla *Data Set 2 Fit Settings*

Los valores *Y-min* e *Y-max* en la pantalla *Multi-plot Main* pueden ajustarse para que muestren las prociones deseadas de la tabla *Measurements* en el diagrama, aunque, tal como se ha descrito anteriormente, es mejor seleccionar *Auto-X-range* en la sección *X-Axis Scaling* de la pantalla *Multi-plot Main* para mostrar el rango entero de valores *X-value*.

Es posible ver como el ajuste mejora al aplicar cualquier número de *Detrend Parameters*. El más común es *AIRMASS*. También pueden seleccionarse otros. Si se ha producido un *meridian flip* o una interrupción en la recogida de datos donde las estrellas se han movido en el detector CCD, entonces *Meridian_Flip* también puede seleccionarse (nótese que, de hacerse esto, debe seleccionarse *Flip Time* y rellenar un valor en la pantalla *Multi-plot Main*). Otros *Detrend Parameters* pueden seleccionarse para ver sus efectos en el ajuste del modelo. Una buena regla general para determinar si un *Detrend Parameter* es efectivo consiste en visualizar el valor *Bayesian Information Criterion* (BIC). Si se reduce en más de un factor 2.0 al seleccionar *Detrend Parameter*, entonces debería dejarse seleccionado. Si no se reduce en más de un factor 2.0 o

incrementa, entonces el *Detrend Parameter* no es relevante. Vaya a la sección 7.11 para una discusión más detallada sobre la selección de dichos parámetros.

Los *Plot Settings* de la pantalla *Data Set 2 Fit Setting* se utilizan para definir si el modelo de tránsito y los residuos deben mostrarse y cómo. Asimismo, un valor *Shift* se emplea para mover el diagrama residual hacia arriba o hacia abajo en la pantalla *Plot of Measurements*.

Finalmente, la pantalla *Multi-plot Reference Star Settings* (figura 19) se utiliza para deseleccionar o seleccionar qué estrellas de comparación se desean incluir en el ajuste de modelo. Esto es útil si se hace después de comprobar el flujo relativo de una estrella de comparación determinada en la pantalla *Plot of Measurements* (figura 22) cuyos puntos no sigan un ajuste lineal, lo cual es un indicador de que muy probablemente se trate de una estrella variable. En este ejemplo, se determinó que la estrella de comparación C5 tenía un gran número de errores residuales. Así, fue deseleccionada del conjunto de estrellas de comparación a ser utilizadas (véase la figura 20). Cuando tuvo lugar dicha deselección, el identificador de la estrella C5 pasó a ser T5, tanto en la pantalla que muestra la figura 20, como en la que se ve en la figura 22.

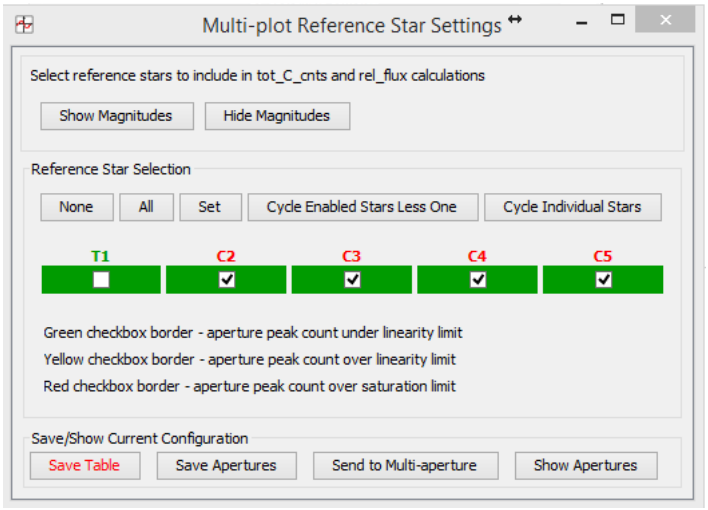


Figura 19. Pantalla *Multi-plot Reference Star Settings*

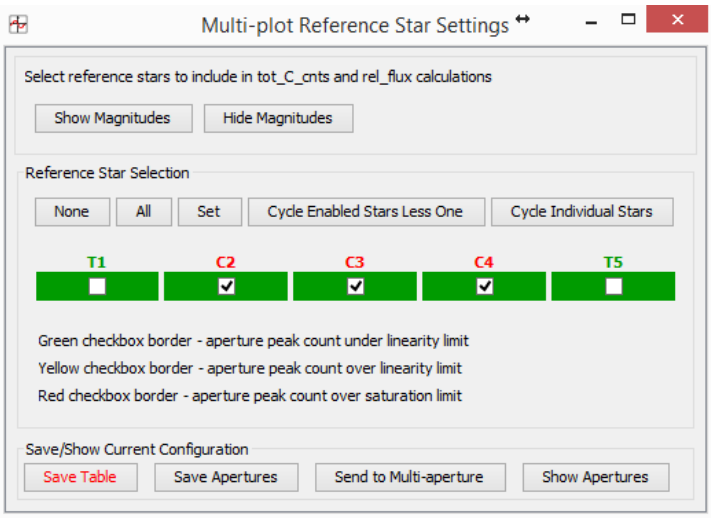


Figura 20. Pantalla *Multi-plot Reference Star Settings* Screen después de que C5 fuera deseleccionada.

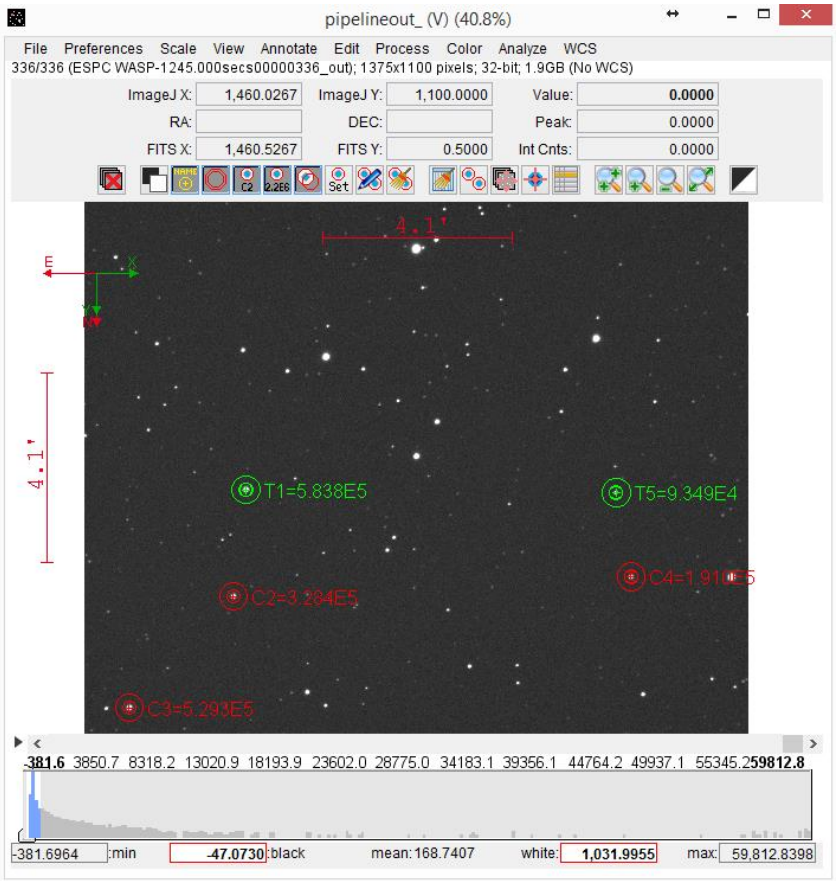


Figura 21. *Images Display* actualizado mostrando C5 cambiada a T5

Nótese que los datos de C5 no se incluyen en el ajuste de modelo, pero los datos aún se mantienen en la tabla *Measurements*.

Los ajustes en las figuras 16, 17, 18 y 20 producen la curva de luz y los otros diagramas mostrados en la figura 22.

La figura 23 es un ejemplo de un ajuste exoplanetario basado en los datos recogidos por los astrónomos aficionados Paul Benni para el exoplaneta Wasp-76b. Muestra cómo el *detrend parameter Meridian_Flip* se utilizó para tener en cuenta el decalaje entre los datos, producidos por el hecho que las estrellas objetivo y de comparación cayeron en una parte diferente del detector CCD después de que se produjera el *meridian flip*.

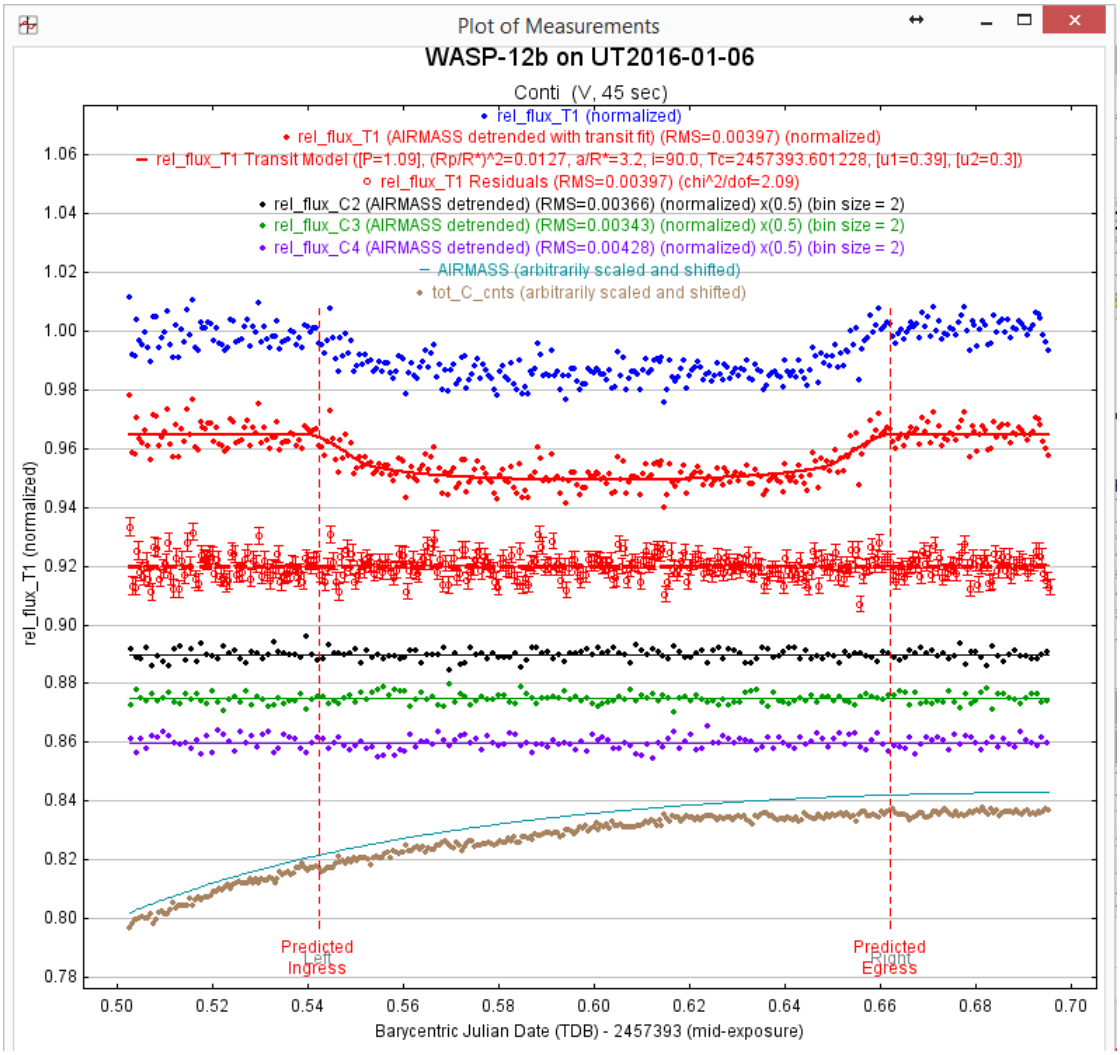


Figura 22. Pantalla *Plot of Measurements*

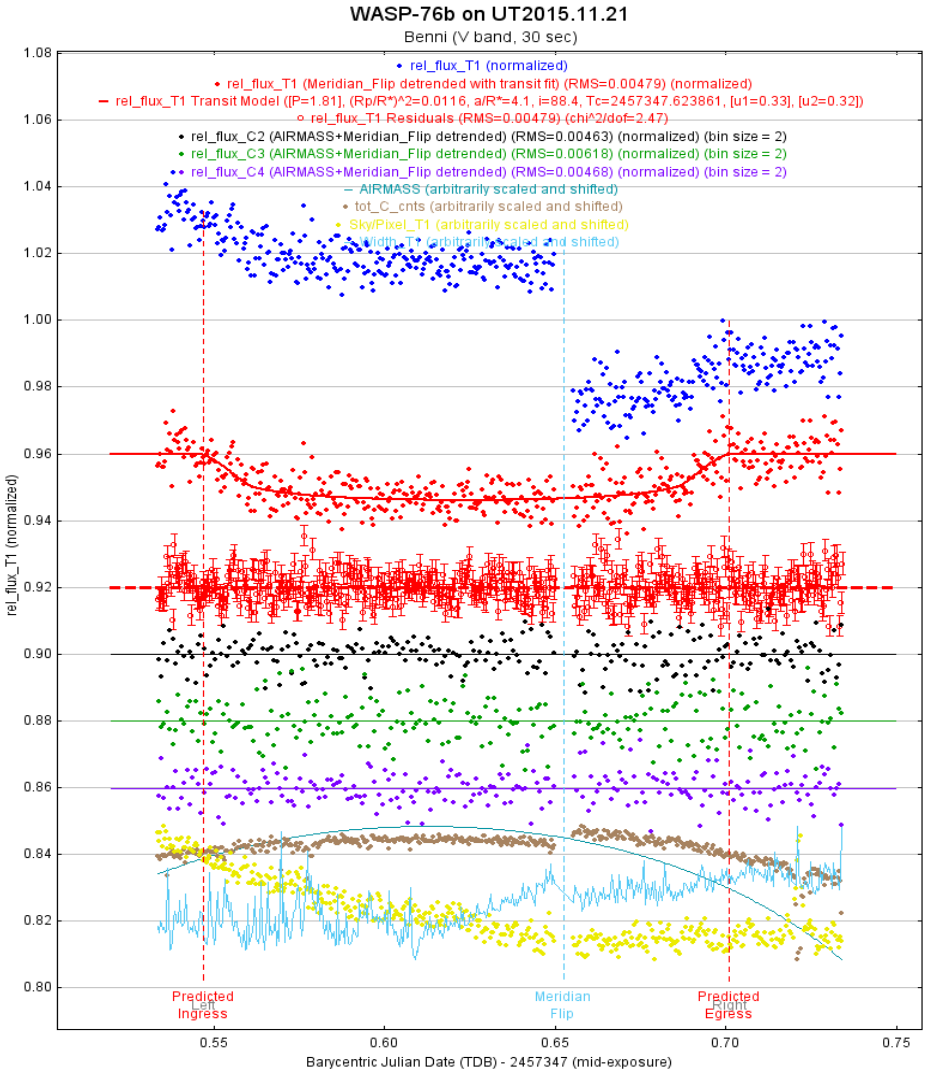


Figura 23. Ejemplo utilizando el *Detrend Parameter Meridian_Flip*

7.10. Guardando los datos del modelo

Puesto que todos los ajustes del modelo y *detrend* no cambian la tabla *Measurements*, se recomienda al usuario guardar el estado actual de éstos y otros parámetros de ajuste seleccionando *File > Save all or File > Save all (with options)* en la parte superior izquierda de la pantalla *Multi-plot Main*.

7.11. Optimizando el ajuste de modelo

Pueden surgir algunas dudas relativas a las entradas que el observador puede cambiar y que afectan al ajuste del modelo para un conjunto de datos dado:

1. ¿Qué variables de entrada deberían cambiarse?
2. ¿En qué orden deberían cambiarse?
3. ¿Cuándo se obtiene el mejor ajuste de modelo?

Para responder tales preguntas, se proporcionan las siguientes líneas generales. Están concebidas para optimizar solamente los tránsitos completos, y no los tránsitos parciales, después de un ajuste de modelo inicial:

1. Inicialmente, seleccione *AIRMASS* como el único *detrend parameter*. Si se produjo un *meridian flip*, *Meridian_Flip* debería manterse como *detrend parameter* a lo largo de los siguientes pasos.
2. Determine los efectos en RMS de varias estrellas de comparación eliminadas (como se ha visto previamente, AIJ permite al usuario "deseleccionar" fácilmente una estrella de comparación, en cuyo caso todos los cálculos asociados con esa estrella se repiten). Si RMS decrece cuando una estrella de comparación particular se deselecciona, entonces déjela fuera. A veces sucede que el flujo relativo de dichas estrellas también muestra una cantidad de dispersión mayor que la de la estrella objetivo y las otras estrellas de comparación.
3. Con la selección de estrellas de comparación que se ha detallado arriba y *AIRMASS* como el único *detrend parameter* (además, si es preciso, de *Meridian_Flip*), rehaga la fotometría diferencial y los ajustes de modelo con menor y mayor apertura y radios de anillo. Determine los efectos en RMS para cada nueva combinación de radios. Elija la combinación que produzca un menor RMS.
4. Repita el paso 2 para este nuevo conjunto de radios para alcanzar un RMS óptimo. Además del valor resultante de RMS, grabe el valor BIC que acompaña al mejor RMS.
5. Determine los efectos de los diferentes *detrend parameters*. Primero, elimine *AIRMASS* y vea si *BIC* incrementa en 2 o más. Si lo hace, mantenga el parámetro *AIRMASS*; si no, no lo incluya. A continuación, añada los siguientes *detrend parameters*, uno cada vez y observe los cambios en el valor BIC:
    a. *Width_T1*
    b. *Sky/Pixel_T1*
    c. *X(FITS)_T1*
    d. *Y(FITS)_T1*
    e. *tot_C_cnts*
    f. tiempo (por ejemplo, *BJD_TDB*)
    g. *CCD-TEMP*

    De entre los *detrend parameters* que produzcan una reducción del valor BIC en dos (2) unidades, elija los 3-4 parámetros que causen una mayor reducción de dicho valor.

    Una manera de entender los *detrend parameters* y cuáles es "legítimo" utilizar es preguntarse: ¿qué factores externos, no relacionados con el objetivo en sí mismo, pueden influenciar el flujo relativo del objetivo, sin que su cálculo se base en factores que también afectan a la medida del flujo relativo del objetivo? Por ejemplo, puesto que el flujo relativo de, pongamos por caso, el objetivo T1, contiene *Source-Sky* como uno de sus elementos, entonces *Source-Sky_T1* evidentemente no será un *detrend parameter* apropiado para *rel_flux_T1*.

    Además, puede no desearse utilizar *detrend parameters* que estén correlacionados de algún modo, como *AIRMASS* y *tot_C_cnts*, ya que *tot_C_cnts* refleja un valor mayor con menores valores de *AIRMASS*, y viceversa.

6. Utilizando el conjunto resultante de *detrend parameters*, repita el paso 2 para ver los efectos en RMS al eliminar una o más estrellas de comparación.

Debería tenerse en cuenta que completar todos los pasos anteriores es opcional. No obstante, si los resultados del ajuste de modelo tienen que ser suministrados a un equipo científico y estos pasos no se han llevado a término por el observador, entonces las imágenes calibradas originales pueden tener que ser también proporcionadas al equipo científico para la efectuación de un análisis más detallado.

7.12. Entrada a programas externos

Para ciertas campañas de investigación en exoplanetas, puede pedirse al observador que presente ciertos datos para ser usados por programas externos. El ejemplo de más abajo muestra cómo se crea un archivo para un programa de ajuste global que requiera lo siguiente para cada punto de datos: el tiempo BJD_TDB, el flujo relativo normalizado de la estrella objetivo para ese punto de datos, el error del flujo relativo normalizado de la estrella objetivo y valores para cualquier *detrend parameter* que se utilice en el ajuste de modelo de AIJ.

Se puede crear tal archivo del siguiente modo:

1. Haga clic en la flecha hacia abajo *New Col* para el conjunto de datos que representa el flujo relativo normalizado de la estrella objetivo (en el ejemplo aquí utilizado, esto sería la primera flecha hacia abajo *New Col* en la figura 17). Aparecerá una pantalla, cuyas entradas deberán hacerse tal y como se muestra en la figura 24.

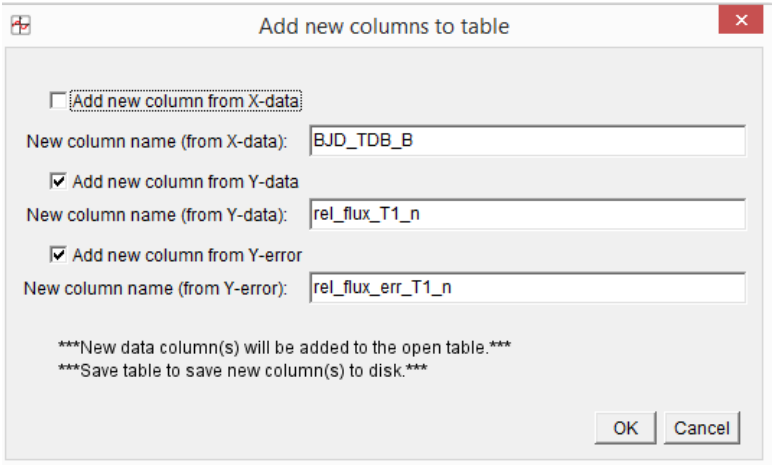


Figura 24. Pantalla para añadir nuevas columnas a la tabla *Measurements*

2. Cuando se seleccione *OK*, se añadirán tres nuevas columnas a la tabla *Measurements*. Estas tres columnas incorporan los flujos relativos normalizados de la estrella objetivo y su error para cada imagen, además del tiempo *BJD_TDB* de nuevo.
3. Finalmente, para generar un archivo que contenga toda la información para un programa de ajuste global, tiene que seleccionarse "*File > Save data subset to file…*" de la pantalla *Multi-plot Main*. Aparecerá la pantalla *Save Data Subset* (figura 25), cuyos campos tienen

que representarse tal y como se muestra. En este caso, el valor *BJD_TDB*, el flujo relativo normalizado de la estrella objetivo, su error y los valores *AIRMASS* son seleccionados. Aquí, *AIRMASS* es incluido porque es el *detrend parameter* que se utiliza en el ajuste de modelo de AIJ.

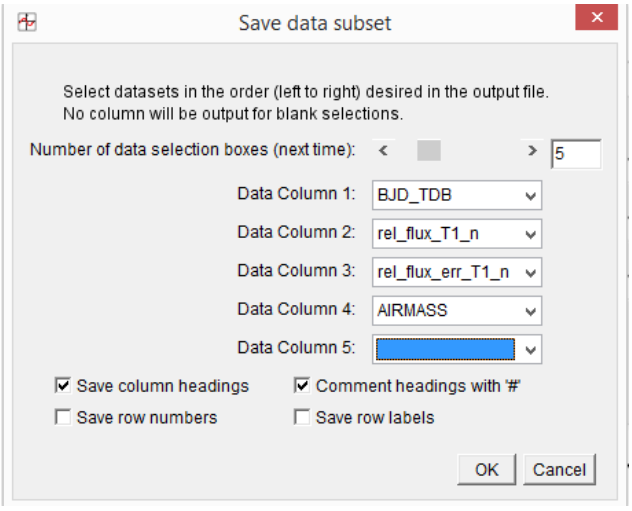


Figura 25. Pantalla *Save Data Subset*

Cuando se seleccione *OK*, se creará un archivo independiente que contiene esos valores. Nota: los valores de *Bin Size*, *Scale* y *Shift* de la pantalla *Multi-plot Y* (véase la figura 17) afectan al cálculo del flujo relativo de T1 en este ejemplo. Si alguno de estos valores ha cambiado, reestablézcalos a *Size*=1, *Scale*=1 y *Shift*=0 antes de hacer clic en la flecha hacia abajo *New Col* en el ejemplo de más arriba, a menos que dichos cambios sean intencionales (por ejemplo, si se desea efectuar binning a los puntos de datos).

8. Sumario

Como se ha mencionado en la introducción, esta Guía ha sido concebida como un enfoque práctico, paso a paso, para la calibración de imágenes, fotometría diferencial, representación de curvas de luz y modelo de tránsitos exoplanetarios utilizando AIJ. Se alienta a los usuarios a contactar al autor a la siguiente dirección de correo electrónico para cualquier sugerencia de mejora en áreas que no estén claras y que puedan requerir una explicación más detallada: dennis@astrodennis.com.

AGRADECIMIENTOS

Al autor le gustaría dar las gracias especialmente a la autora de AIJ, la Dra. Karen A. Collins, por sus sugerencias y comentarios al preparar la versión inicial de esta Guía y por su apoyo continuado.

REFERENCIAS

AAVSO: http://www.aavso.org/apps/vsp/ (2017)

Baudat, G., "*Full Frame Guiding and Focusing*," Proceedings of NEAIC 2017, April, 2017

Conti, D., "*Hubble Exoplanet Pro/Am Collaboration*," Proceedings of the AAVSO 2015 Annual Meeting, November, 2015.

di Cicco, D., "*The ONAG from Innovation Foresights*," Sky&Telescope, December, 2012.

Motta, M., "*Amateurs Track a Disintegrating Exoplanet*," Sky&Telescope, April, 2017.

NASA: https://jwst.nasa.gov/ (2017).

NASA: TESS Science Writer's Guide (2018).

Pepper, J., et al., "*The Kilodegree Extremely Little Telescope (KELT): A Small Robotic Telescope for Large-Area Synoptic Surveys*," (2007), arXiv: 0704.0460v2.

Ricker, G., et al., "*Transiting Exoplanet Survey Satellite*," (2015), Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems 1 (1).

Apéndice A:
Hoja de cálculo de observación

		Exoplanet:	**WASP-12b**		
		Observer:	**Dennis Conti**		
Item	Host Star/Exoplanet Information:	(click here)			
1	RA:	06:30:32.79			
2	Dec:	29:40:20.4			
3	Period (days):	1,0914			
4	R_*:	1,63			
5	T_{eff} :	6300			
6	V mag:	11,7			
	Suggested range of comp stars:	11,26 to 12,45 mag			
7	Link to Reference Paper (optional):	https://arxiv.org/abs/1512.00464			
8	Date of Observation (UT):	01/5-6/2016			
			BJD_TDB		
9	Predicted Ingress:		2457393,53948		
10	Predicted Egress:		2457393,66431		
	Predicted midpoint:		2457393,60190		
11	Model fit midpoint (T_c) in BJD_TDB:		2457393,60123		
	Approximate difference:		1,0	minutes	
	Observing Location:				
12	Latitude:		38:55:48.51 N		
13	Longitude:		76:29:17.78 W		
14	Altitude (m):		0		
15	Aperture (mm):		280		
16	Focal length (mm):		3010		
17	Make/model of CCD Camera:		SX694M		
18	Gain (e-/ADU):		0,3		
19	Readout noise (e-):		5,0		
20	Dark current (e-/pixel/sec):		0,003		
21	Point of where CCD goes non-linear (ADUs):		45.000		
		X	**Y**		
22	No. of pixels (unbinned):	2750	2200		
23	Pixel size (microns -unbinned):	4,54	4,54		
24	Binning used for this observation:	2	2		
25	Exposure time (secs):	45			
26	Filter used:	V			
	Limb darkening coefficients:	(click here)			
27	Quadratic LD u1:	0,39056081			
28	Quadratic LD u2:	0,3026992			
	Image scale (arcsec/pixel):	0,62	0,62		
	FOV (arcmin):	14,26	11,41		
29	FWHM (arcseconds):	2,68			
	FWHM (pixels):	4			
	Initial Settings:				
30	FWHM pixel multiplier:	3			
	Aperture radius:	13			
31	Inner annulus radius:	14			
	Outer annulus radius:	29			
	Final Settings:				
32	Aperture radius:	13			
33	Inner annulus radius:	14			
34	Outer annulus radius:	29			
		# of Science Images:			
35	Original #:	336	Final #:	336	
36	Images not used:				