

## Astrofotografía de Investigación Óptica e IR con Webcam y DSLR

Oliver Christopher López [olichris26@gmail.com](mailto:olichris26@gmail.com)  
[Complejo Astronomico Andrés Bello "CAAB"](#)

Paralelamente a la obtención de mis primeras imágenes con película en el año 2001, mi interés por las cámaras CCD aumentaba debido a lo accesible que se habían hecho estas y las computadoras entre los aficionados desde 1990, aunque no poseían gran calidad ni gran campo al principio, según había comprobado por referencias de **Oswaldo Nuñez** (SOVAF), y de ver algunas imágenes de **Antonio Ballesteros** (CIDA-IVIC), rápidamente fueron superando a la película fotográfica. Los profesionales ya habían adoptado esta tecnología desde 1970, y para 1976 se había publicado el primer trabajo de fotometría usando una CCD titulado: **CCD Surface Photometry of Edge-On Spiral Galaxies** (Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 8, p. 350), lo que los ponía muy por delante de los aficionados. Para el año 2004 ya se había publicado fotometría del cúmulo M67 con una precisión de una diezmilésima de magnitud: (0.0001 mag): **A high relative precision color-magnitude diagram of M67**. Para esta época ya eran comunes las CCD para aficionados y con esto de nuevo la posibilidad de contribuir significativamente en la astronomía. Fue dentro de este panorama que revise la respuesta espectral de las CCD, contemplando desde el inicio la idea de ajustar los canales de los modelos a color, a sus equivalentes en los filtros de fotometría estándar, siguiendo un concepto al que me apegue desde que leí el **Manual para la Observación de Cometas** del **Dr. Ignacio Ferrín** y el **Dr. Stephen Edberg**, donde se insiste en la importancia de mantenerse dentro de un sistema fotométrico para normalizar la desigual respuesta espectral de los detectores en las observaciones. En este sentido toma gran importancia el hecho de que, por citar solo un ejemplo: la obtención de curvas de luz de variables de largo período ha sido una tarea realizada por astrónomos aficionados, pues los profesionales no disponen de suficiente tiempo de telescopio para el seguimiento continuo de un objeto en particular durante años, meses o incluso semanas. Esto hace que ni siquiera un solo observador a lo largo de su vida llegue a detectar los dramáticos cambios en su evolución. Para solucionar esto, se organizan campañas simultáneas de observación desde distintos lugares del mundo, de modo que cuando aún el objeto no se ha puesto desde un observatorio, el trabajo ya está siendo relevado por otro, y así sucesivamente a lo largo de los años, de forma que se asegure la observación continua.

Las recomendaciones de otro astrofotógrafo como **Luis Tomas García** (Observatorio Colinas – PH) tuvieron gran influencia, al igual que los planes que ya venía estudiando con otro gran aficionado como **Romulo Liporacci** (COAS), con quien estudiaba la posibilidad de modificar una webcam en mi caso, y una videocámara Handicam en el suyo, con la finalidad de usarlas para nuestros fines, fotometría y astrofotografía. En seguida constaté en internet que ya algunos aficionados habían modificado cámaras web para hacerlas funcionar en larga exposición, con lo que comienza mi recopilación de información tanto para su modificación, como en lo referente a las técnicas de imágenes digitales, para así sustituir los métodos visuales que aunque de manera ocasional había usado en mi adolescencia, como el [Fotómetro de Comparación Visual](#) que contruí siguiendo el artículo de **Franco della Prugna** (CIDA) aparecido en la revista Universo # 15 del año 1984. Para el año 2002 gracias a otro gran amigo, **Keimel Figueroa**, descargue por primera vez el programa Iris, con el que comencé en las técnicas de astronomía digital.

Impulsado por todo lo anterior, y con la finalidad del tratamiento óptimo de la data generada con nuestras cámaras, se materializa una idea que llevaba en mi cabeza desde el año 1990, cuando leí el artículo de los Brasileños **Luís Augusto L. Da Silva** y **Diomar Cesar Lobao** [Como Determinar la Distancia a una Estrella y Otras Cosas Mas](#) publicado también en el fascículo # 15 de la Revista Universo. La idea era la de contar con una herramienta que permitiera realizar de manera automática, el cálculo de ciertos parámetros físicos estelares a partir de la fotometría obtenida con las webcams. Después de intentar configurar una rutina en Excel para estos cálculos automáticos, en febrero del 2009, **Leandro Delgado** me sugirió que por que más bien no realizaba un software para esto, y me mostró como diseñar la interfaz gráfica y algunos ejemplos de la programación del cálculo de los dos primeros parámetros, trabajo que amplíe con la ayuda de **Damián Inojosa Ramos** y la sugerencia de **Salomón Gómez Sotillo** (IVIC), de no solo usar el canal G calibrado a V, sino de calibrar también los canales B y R para trabajar con índices de color, lo que me hizo incorporar también las bandas infrarrojas que eran de mi interés. Esto desemboca en el desarrollo del programa RGB FotoCalc, uno de los programas usados en este manual. **Carlos Quintana** (PH), **Dra Katherine Vieira**, y el **Dr. Jesús Hernández** ambos del (CIDA), me fueron de gran ayuda en algunos aspectos de su desarrollo.

Sin embargo, no puede esperarse que los profesionales se dediquen a desarrollar protocolos para aprovechar los beneficios de cámaras a color en astrofotografía de investigación, cuando ellos no utilizan dicho instrumental. En las palabras del **Dr. Bruce L. Gary**, en su libro [Observación de Tránsitos Extrasolares por Aficionados](#): *“no esperes un libro sobre consejos para observación amateurs escrito por un astrónomo profesional”, “sus equipos están en condiciones cercanas a la perfección en cada sesión de trabajo”, “sólo otro aficionado puede escribir un libro así”*. El se fundamenta en el hecho de

que que en un observatorio profesional, la responsabilidad de cada aspecto de los equipos se distribuye entre muchos especialistas, un ingeniero mecánico, ingeniero eléctrico, el programador controlador del software, un óptico para realizar la alineación óptica periódica, un asistente nocturno quien opera el telescopio, etc. Por lo que cuando un astrónomo llega a una sesión de observación, o solicita las observaciones desde su oficina, todas estas facetas ya han sido cubiertas. En contraste, el observador aficionado tiene que llenar todas las responsabilidades de trabajo anteriores, conociendo en su totalidad el equipo que posee, telescopio, montura, cámara, filtros, computador, software, captura y tratamientos, etc.

La captura en las webcam modificadas las realizo en el programa **xwAstrocapture 1.7-2** desarrollado por **Carstem Arnholm y Martin Burri**, y el pretratamiento en **Iris 5.59** desarrollado por **Christian Buil**, para lo que se ha realizado un trabajo anterior [Astrofotografía Óptica e IR con Webcam CCD a Color en Modo RAW](#), con el mapa de luz generado contamos con un registro lo suficientemente preciso como para estudios de gran valor al alcance de un aficionado en los cinco aspectos que se abordan en este manual: **Fotometría, Astrometría, Polarimetría, Interferometría y Espectroscopia**. En este nuevo trabajo se continua el uso de: **Iris 5.59**, además de **TeleAuto 4.4** desarrollado por **Philippe Martinole** junto a su equipo: **Pierre-Jean Pallez, Patrick Chevalley, Bruno Balay, Philippe Buttani, y Philippe Bodart, Astroart 3.0 y 5.0 (Verión Gratuita Demo)** desarrollado por **M. Nicolini, S. Cavischio, M. Faschini**, el ya descrito **RGB FotoCalc 1.03, Excel 2003** de window para diversas tareas, **Orbitas 1.13** para efemérides de cuerpos menores, de **Julio Castellano, Reduc 4.60** para medición de estrellas dobles en imágenes con webcam y CCD, del francés **Florent Losse, Nebulosity 1.8.0** de **Craig Stark. AVE 2.51** de **Rafael Barberá**, y **VStar 2.16** de **David Benn** ambos para la visualización manejo y análisis de curvas de luz, **Minima 2.3** del **Dr. Bob Nelson** para el calculo de minimos en curvas de luz, y **VisualSpec 3.03** de **Valérie Desnoux** para el análisis Espectral, todos los programas usados en este manual son gratuitos y descargables de la pagina [www.olichris.jimdo.com](http://www.olichris.jimdo.com). ~ ≈

El presente trabajo no solo se dedica a las técnicas de observación de estrellas variables, sino también al de planetas y cuerpos menores, Estrellas Dobles, Envolturas Estelares, Supernovas, Cuásares, Galaxias con Núcleos Activos (AGN), y Nebulosas Variables (Objetos Herbig Haro). El propósito, aprovechar la enorme cantidad de aficionados que realizan astrofotografía con cámaras DSLR, Webcam, y otras cámaras CCD o CMOS a color, cuyo rango de respuesta lineal y similitud en la transmisión de sus canales RGB, es aprovechable para generar datos útiles para los profesionales. Este panorama ha impulsado a organizaciones como la AAVSO, a la creación del grupo CitizenSky [www.citizensky.org](http://www.citizensky.org), formado por entusiastas que realizan fotometría de gran precisión con cámaras DSLR, con la finalidad de recoger sus registros. Si nuestro interés está enfocado en este aspecto, es imprescindible que las enviemos a alguna institución para que formen parte de una base de datos, y ser aprovechada por muchos astrónomos, para comprender y crear teorías, los astrónomos necesitan saber la historia a largo plazo de las estrellas; y la gran mayoría de los datos a largo plazo ha sido proporcionada por aficionados. Por citar algunos ejemplos de instituciones que recolectan datos: Grupo Medusa en la república Checa, el grupo M1 en España dedicado a la observación de cuasars, la AAVSO, etc. Siempre hay algún grupo dedicado a fenómenos específicos. Todo es posible sin dejar de obtener imágenes bonitas, que es lo que mueve la gran masa de aficionados a la astrofotografía, y supongo que a muchos profesionales antes de serlo. La información presentada aquí ha sido junto a mis propios aportes, recabada y comentada desde esta época [Grupos Yahoo](#).

La gran mayoría de agrupaciones amateurs se dedica al aspecto de la difusión, y más bien pocas a proyectos de observacionales reporte y calculo reportados a institutos de investigación, lo que hace difícil al astrónomo comprender el aspecto global que une todos estos aspectos. Si el interés es comenzar, es imprescindible comenzar con algo ya, curvas de luz de binarias eclipsantes es un buen punto de partida. Para incentivar al aficionado a la reducción de datos y cálculo con la data obtenida, se han incluido en cada apartado principios matemáticos y físicos, correspondientes a cada uno de los fenómenos observados y de la metodología usada de la manera más descriptiva. Dentro de esto es importante tener en cuenta por tomar solo dos ejemplos, que la determinación de la distancia a una supernova, o la masa de una variable pulsante, puede ser establecida con más de un método, que combinados permiten corregir y/o corroborar el resultado de uno u otro. Personalmente recomiendo los foros de discusión de la AAVSO que aunque es en inglés pueden usarse traductores online, y se trata por separado aspectos como la reducción de datos, análisis de curvas de luz, fotometría, los cuales han servido como fuente en muchas partes de este trabajo. Del mismo modo en Internet hay acceso a diferentes herramientas como ADS para la búsqueda de bibliografía en diversas áreas, aunque es oportuno saber que la cantidad de trabajos escritos de determinado tópico aumenta exponencialmente cada año, por ejemplo, solo en el buscador ADS de la NASA para julio del año 2015, se muestran 5323 resultados para RR Lyra, 5876 para Asymptotic Gigant Branco, 6752 para el tema Pre-Main Sequence, 7464 para Wolf Rayet, 15666 para Cepheids, y 89045 para Supernovae por solo nombrar algunos ejemplos, en un caso modesto como el de las RR Lyra, había que leer 14.6 trabajos por día para abarcar en un año toda esta literatura, o 2.9 trabajos por día para hacerlo en 5 años. Esto se traduce en que solo podemos adentrarnos en un tema específico del área de nuestro interés. En muchas ocasiones encontramos incluso cientos de trabajos que aluden la misma determinación, tal es el caso de la determinación de la relación periodo-radio para estrellas variables cefeidas.

## Índice

Introducción.....	1
Índice.....	3
<b>Conceptos Preliminares y Herramientas de Búsqueda</b>	
Breve Panorama del Espectro Infrarrojo.....	4
Ventanas Atmosféricas Ópticas e IR .....	5
Influencia de la Atmósfera en las Imágenes de investigación.....	6
Fotometría All Sky y Fotometría Diferencial.....	9
Ajustes de Regresión, Extrapolaciones e Interpolaciones.....	10
Puntos Excluidos Visibles en la Misma Gráfica y Ajuste por Secciones.....	14
Ajustes de Regresión Lineal Multivariable.....	15
Presición en la Astrometría y Fotometría con Webcams y DSLR.....	16
Influencia de la Distribución Espectral del Objeto en la Presición Fotométrica.....	32
Fuentes para las Medidas: HNSKY, Cartes du Ciel y VizieR.....	36
La Herramienta Variable Star Plotter (VSP) de la AAVSO.....	41
El Buscador Simbad.....	46
El Buscador Astrophysics Data System ADS de la NASA.....	47
<b>Protocolos para Fotometría MonoCanal y MultiCanal RGB</b>	
Verificación de los Objetos a Medir.....	48
Limitaciones de la Fotometría no Transformada.....	49
Fotometría con IRIS.....	50
Substracción Óptima del Fondo del Cielo.....	51
Fotometría de Apertura y Fotometría PSF.....	50
Corrección de Apertura, Magnitud del Fondo del Cielo y Brillo Superficial.....	54
Fotometría Automática en IRIS (Parte 1).....	55
Corrección de la Extinción Atmosférica de 1er Orden en una Secuencia desde AVE.....	57
El Formato de Fecha Juliana (DJ) y la Corrección del Instante Medio de Cada Imagen en la Secuencia.....	59
Fotometría con TeleAuto.....	61
Fotometría con Astroart 3.0.....	65
Fotometría con Astroart 5.0.....	68
Editar Píxeles (AstroArt).....	71
Fotometría Nebular.....	72
Fotometría Multiobjetos / Multicanal (AstroArt).....	74

## Breve Panorama del Espectro Infrarrojo

Después de la región roja del espectro óptico tenemos el IR, en la [pag 74](#) del trabajo [Astrofotografía Óptica e IR con Webcam CCD a Color en Modo RAW](#), se mostró que los colores están relacionados con la temperatura, pero la temperatura a su vez está relacionada con el calor. El calor es la energía total del movimiento molecular en una sustancia, y depende del número y velocidad de las partículas, así como de su tamaño y tipo, la temperatura es la medida de esta energía molecular. Por ejemplo, la temperatura de una olla de agua hirviendo sería la misma que la de una piscina hirviendo (**100°C**), pero la piscina tiene más calor porque tiene más cantidad de agua y por lo tanto mayor cantidad de energía. Cualquier objeto con una temperatura más alta que **0 K (-273.15 °C)**, irradia en la banda infrarroja. A la temperatura del **0 K** (cero absoluto) se detiene todo el movimiento atómico y molecular, es la temperatura más baja posible y no hay calor.

Las CCDs instaladas en telescopios modernos como el **HST**, **GTC**, **VLT**, etc. tienen la misma sensibilidad espectral que las CCDs para aficionados, debido a que el rango del silicio abarca después del rojo entre: **700 y 1.100 nm**, lo que corresponde a objetos con un pico de temperaturas entre (**4142 y 2870 K**). Esta región del IR abarcada por las CCDs, se denomina: **Rojo Lejano** o más adecuadamente **Infrarrojo Fotográfico**, y en ella podemos usar los mismos métodos que en el óptico. La luz que observamos en esta región, no es estrictamente térmica. Es decir, que no es producida por calor, aunque como veremos, objetos tan fríos como 400 K generan una pequeña proporción de fotones en estas longitudes de onda. Las gigantes rojas son estrellas rojizas y naranjas a las que se les está acabando su combustible y pueden expandirse hasta 300 veces su tamaño original, con temperaturas que rondan los **2000 y 3500 K**, ver pag 6 - 7 del trabajo: [Formación, Evolución y Muerte de Las Estrellas](#). También las enanas rojas tienen temperaturas similares, estas últimas son las más comunes de todas, mucho más pequeñas y frías que el Sol, y poseen su pico de intensidad en el infrarrojo fotográfico.

Más allá del 1100 nm, entre: **1.100 - 5.000 nm**, tenemos el **Infrarrojo Cercano** o **CIR** y es principalmente calor o radiación térmica que corresponde a temperaturas entre (**2870 y 580 K**), esta región no la podemos cubrir con las CCDs convencionales y entran en funcionamiento los arreglos de fotodiodos **InGaAs**, **NICMOS**, etc. Esta región junto al infrarrojo Fotográfico, es el intervalo de longitudes de onda, para las que el polvo interestelar es más transparente. Este muchas veces es tan espeso, que oculta por completo las estrellas en el visible, y solo se ven en estas longitudes de onda. A medida que entramos en el infrarrojo medio **5.000 a 40.000 nm o 40 μm (580 - 72,5 K)**, las estrellas frías empiezan a desaparecer mientras que los objetos aun más fríos, como los planetas, cometas, asteroides, y discos protoplanetarios, comienzan a ser detectados. Los planetas y asteroides absorben la luz de la estrella a la cual orbitan y al calentarse irradian a temperaturas entre **53 y 573 K**, lo que implica que emiten la mayor parte de su energía en el infrarrojo medio. Por tanto, esta longitud de onda es la más eficiente para localizar asteroides oscuros. Los datos infrarrojos pueden ayudar a determinar su composición y su diámetro. El polvo interestelar al igual que el que se encuentra alrededor de las estrellas viejas, empieza a brillar en estas longitudes de onda. Adentrándonos en el infrarrojo lejano **40 a 350 μm** temperaturas entre (**72,5 a 8,285 K**) las estrellas dejan de verse, y vemos la materia más fría (**> 140 K**) que se encuentra en forma de enormes nubes frías de gas y polvo, y se hayan presentes tanto en nuestra propia galaxia como en otras galaxias, así como en el interior de los conglomerados de hidrógeno oscuro y frío que conocemos en imágenes visuales como glóbulos de Bok o Tackeray. También son visibles a estas longitudes de onda los fríos **cirros infrarrojos (15 a 30 K)**, formados por motas de polvo interestelares que son calentados muy levemente por la radiación de las estrellas circundantes. Las proto-estrellas pueden detectarse desde fases muy tempranas mediante el calor que irradian a medida que se contraen.

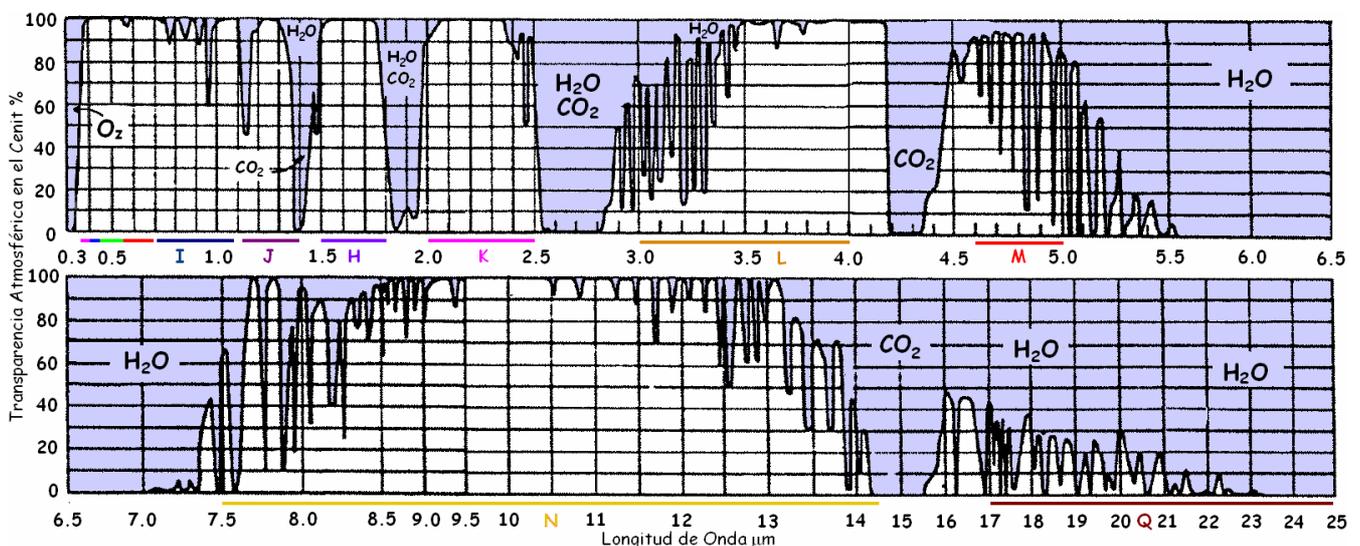
Las imágenes inferiores de los pilares en la nebulosa M16 muestran el panorama descrito: la primera fue obtenida por el **HST** en el espectro óptico **RGB = SII 672-673,7, Ha 656,3, OIII 495,8-500,3 nm**, la segunda por el **VLT (ANTU) + ISAAC** y **2MASS** Micron All Sky Survey en el IR cercano **RGB = K 2170, H 1650, y J 1250 nm**, y la tercera obtenida por el telescopio **SPITZER**, muestra la emisión del polvo caliente en el IR medio **RGB = Q 24000, N 8000, y M 4500 nm**.



## Ventanas Atmosféricas Ópticas e IR

La mayor parte de la luz infrarroja que viene del universo es absorbida por el vapor de agua y el dióxido de carbono que hay en la atmósfera. Sólo un rango muy estrecho de longitudes de onda puede llegar (al menos parcialmente) a los telescopios infrarrojos terrestres. La atmósfera de la Tierra emite fuertemente en esas longitudes de onda, teniendo un máximo a  $\sim 10 \mu\text{m}$ . Esto ocasiona que algunas veces incluso la radiación infrarroja de la atmósfera sea más fuerte que la de los objetos que se quieren observar. Por ello, la mejor vista del universo infrarrojo desde telescopios terrestres tiene lugar en las longitudes de onda que pueden pasar a través de la atmósfera sin ser absorbidas, y en las que la emisión atmosférica es más débil. Los telescopios infrarrojos terrestres suelen encontrarse cerca de la cima de montañas altas y con clima muy seco, para poder minimizar así el espesor de la atmósfera que la luz tiene que atravesar.

En la figura inferior vemos las moléculas absorbentes que determinan las ventanas de transparencia atmosférica. Dichas ventanas han sido tomadas en cuenta para la prescripción de las bandas de fotometría, ya que estas coinciden con las longitudes de onda donde la atmósfera es más transparente y menos luminiscente. Las bandas IR tienen un ancho mayor que las bandas **U** y ópticas **BVR**. Los colores en que se señala cada banda IR coincide con los colores de la tabla.



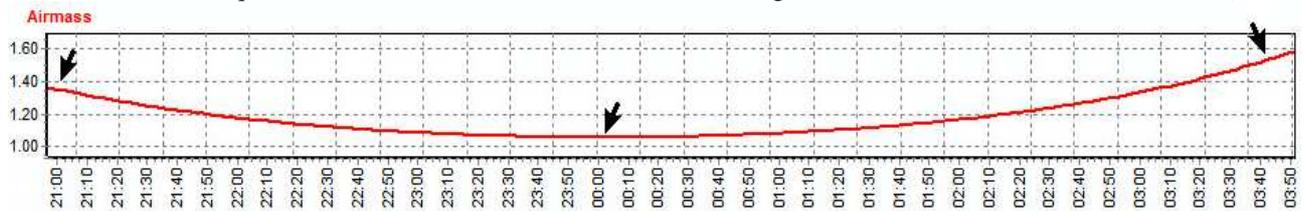
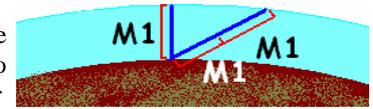
Banda (Pico)	Longitud de Onda	Transparencia del Cielo	Brillo del Cielo
<b>Ic</b> (850 nm)	700 – 1.100 nm	alta	baja por la noche
<b>z'</b> (988 nm)		alta	baja por la noche
<b>Y</b> (1035 nm)	955 - 1112 nm	alta	baja por la noche
<b>J</b> (1.250 nm)	1.100 - 1.400 nm	alta	baja por la noche
<b>H</b> (1.650 nm)	1.500 - 1.800 nm	alta	muy baja
<b>K</b> (2.170 nm)	2.000 - 2.400 nm	alta	muy baja
<b>L</b> (3.500 nm)	3.000- 4.000 nm	3.0 - 3.5 micras: regular ... 3.5 - 4.0 micras: alta	baja
<b>M</b> (4.800 nm)	4.600 - 5.000 nm	baja	alta
<b>N</b> (11 $\mu\text{m}$ )	7,5 – 14,5 micras	8-9 micras y 10-12 micras: regular ... otras: baja	muy alta
<b>Q</b> (21 $\mu\text{m}$ )	17 - 25 micras	muy baja	muy alta
<b>Z</b> (34 $\mu\text{m}$ )	28 - 40 micras	muy baja	muy alta
Comienzo submm	330 - 370 micras	muy baja	baja

Como vemos, la pequeña región del ultravioleta, el espectro óptico y el **IR** Fotográfico, son las regiones con las que dispone el aficionado para sus estudios, esta última es tan extensa como el óptico y UV juntas.

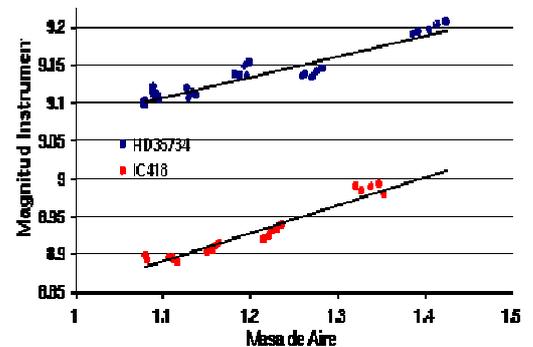
En las nebulosas los gases más comunes que emiten luz, son el hidrógeno, el radical OH, el amoníaco, el vapor de agua, el aldehído fórmico, el óxido de carbono, el cianógeno, los ácidos cianhídrico e isocianico, el alcohol metílico, etc. Ahora bien, ¿qué es lo que vamos a observar en estas longitudes de onda? La intención de trabajar en el Infrarrojo, es escapar esa intensa luminiscencia de gases ionizados, así como aprovechar la transparencia del polvo en esas bandas, este como es más frío emite en el infrarrojo medio o lejano, así que si nos vamos muy adentro en el infrarrojo vemos el polvo incandescente, con nuestras CCD podemos aprovechar este lugar intermedios donde no entorpece ni el gas ni el polvo y estudiar el continuo de las estrellas en el seno de las nebulosas y mejorar la penetración en las zonas dominadas por el polvo.

## Influencia de la Atmósfera en las Imágenes de Investigación

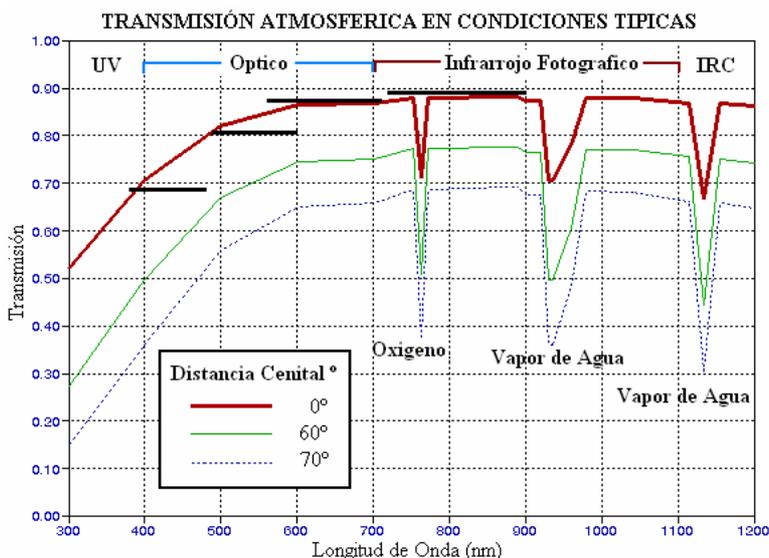
La absorción atmosférica [que mencionábamos](#), así como la difusión, reducen la luz que llega de los objetos astronómicos a nuestro sensor, a este efecto se le conoce como **Extinción Atmosférica**, y varía dependiendo de la **Distancia Cenital**. Por ejemplo, (ver imagen superior derecha), si observamos el cenit a nivel del mar ( $0^\circ$  de distancia cenital), la luz atraviesa **1 Masa de Aire**, a  $60^\circ$  del cenit, la luz atraviesa aproximadamente dos veces la Masa de Aire que atravesó en el Zenit, y en el horizonte llega a atravesar 38 veces la masa de aire que atravesó en el cenit. Si la altura sobre el nivel del mar es mayor, la luz atravesará en el cenit una masa de aire menor a 1. A lo largo de la noche el recorrido aparente de un objeto astronómico por la bóveda celeste, obliga a su luz a atravesar menores masas de aire a medida que sube, llegando a una absorción mínima, para volver a aumentar a medida que comienza a descender, eso se muestra en la imagen inferior (curva de extinción atmosférica).



A esta reducción de la luminosidad se le conoce como “**Extinción de Primer Orden**”, y varía ligeramamente día tras día según la mezcla atmosférica y su contenido de polvo. Su consecuencia es que la magnitud de un mismo objeto, varíe a lo largo de la noche según la masa de aire. Esto se aprecia claramente en la gráfica derecha, donde vemos a medida que la masa de aire es mayor, la disminución del brillo de la estrella **HD 35734** (T.E. A0V) y de la **NP IC 418**, que son objetos de brillo constante. Estas observaciones fueron realizadas en la noche **07-08/10/98** y corresponden a la extinción en el color verde (filtro V). Si el filtro usado hubiese sido el B, la extinción hubiera sido mayor, y si hubiera sido el R, la extinción hubiera sido menor, ya que la extinción afecta de manera diferente a las diferentes longitudes de onda



“**Extinción de Segundo Orden**”, así que dos estrellas observadas en el mismo canal y a la misma distancia cenital, no tendrán la misma extinción si sus colores son diferentes. Para la banda **V** esta diferencia varía entre **0.02** y **0.04** magnitudes. En las bandas **R** e **I** los coeficientes de extinción de segundo orden son menores.

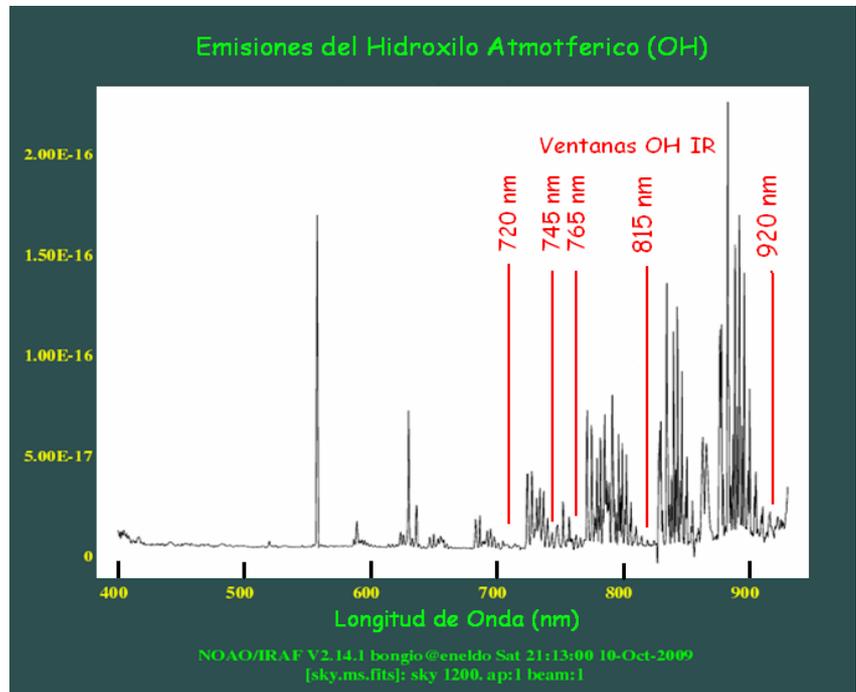


azules del espectro visible, por esto la luz azul es más difundida que la roja, causando el color azul del cielo en el día. También los Aerosoles (Partículas de Humo), afectan de manera más dramática la región azul de espectro, llegando estos dos componentes a absorber el 50 % de la luz hacia los 350 nm, siendo la absorción casi total para el UV más lejano.

La gráfica izquierda muestra la Extinción atmosférica en función de la longitud de onda para tres distancias cenitales (**Bruce L. Gary**, en 1990 en el JPL, Pasadena, California). Las bandas de **Absorción Atmosférica** más importantes son: la molécula de O a 763 nm, y las moléculas de vapor de H<sub>2</sub>O a 930 y 1135 nm. La primera es dependiente de la altura, siendo aproximadamente el 60% de su valor a 4206 msnm. Las moléculas de vapor de agua están concentradas casi todas por debajo de los 610 metros de altura, por encima de este límite el aire es seco con poco vapor de agua. Las cuatro líneas negras horizontales muestran la transparencia en el cenit para los filtros Schuler B, V, R e I en otra fecha y lugar (Santa Barbara, California 29/04/2002). La **Dispersión de Lord Rayleigh**, es causada porque las moléculas que componen la atmósfera terrestre son más grandes que las longitudes de ondas más

En la pag 5-6 del trabajo [Selección de Filtros para Sistemas de Banda Ancha en Astronomía](#), se vio que en la noche el cielo sigue brillando en un nivel muy bajo. Esto se va acentuando en el espectro infrarrojo, y es una importante fuente de errores para la fotometría. Para los observadores en latitudes cercanas a los polos, las auroras son otro factor que ocurre con los mismos mecanismos y alturas que este resplandor, con la diferencia de que varía con el ciclo solar. El mecanismo primario de esta excitación, son las partículas cargadas que se introducen en la atmósfera provenientes del sol, las cuales son

atrapadas por el campo magnético terrestre y recorren una trayectoria espiral hacia los polos, donde excitan los átomos y moléculas del aire. Estas son hasta varios centenares de veces más brillantes que el resplandor nocturno por su alto grado de excitación. Las líneas principales de las auroras son: las del Oxígeno Atómico (557,7, 630,0, 636,4 nm), Hidrógeno (656,3 nm el mismo H $\alpha$  que en las nebulosas) y las bandas rojas del Nitrógeno Molecular. Las auroras ocurren más a menudo durante los máximos de manchas solares, cuando los "flares" son más comunes; y cuando los polos están más inclinados hacia el sol, ya que la mayor parte de la radiación incide allí; el momento del año del pico es Marzo y Octubre. Esta es la razón de por que no hay observatorios en los polos. Las recomendaciones hablan de no observar si una aurora es visible en el lugar.



Junto a estos factores hay otros tres elementos que contribuyen al brillo del cielo nocturno: 1) la luz integrada de las galaxias distantes y estrellas débiles dentro de nuestra galaxia; 2) la luz zodiacal; 3) las líneas de emisión del crepúsculo.

Las fuentes usadas para este trabajo hacen referencia sólo a la región espectral desde los **300 nm (0,3 $\mu$ )** hasta los **2500 nm (2,5  $\mu$ )**, lo que corresponde a las bandas **UBVR1JHK** del sistema Johnson. El "Airglow" representa la fuente dominante de fondo para observaciones IR de banda ancha JHK.

1) El fondo de luz de las estrellas débiles y las galaxias, es probablemente el factor limitante en la fotometría de fuentes débiles. Este puede variar entre dos campos estelares separados por unos pocos minutos de arco, lo que significa que el fondo de cielo, para dos objetos en la misma imagen, puede no coincidir. En muchos casos la luz de este fondo de estrellas y galaxias no será importante, a menos que el objeto de estudio sea muy débil y difícil de observar, aún si se usara un telescopio muy grande. Sin embargo, estos contribuyentes son estáticos, y si se usa siempre el mismo tamaño de apertura digital alrededor de los objetos, la contribución de estas débiles fuentes será siempre la misma.

2) La luz zodiacal es la luz de sol reflejada por el polvo interplanetario localizado en el plano del sistema solar. Su brillo se incrementa cuanto más cerca del sol se observa y está siempre confinado al plano de la eclíptica. La luz zodiacal puede o no ser importante como fuente de fondo de cielo en las observaciones, dependiendo en la localización del objeto de estudio respecto al sol y a la eclíptica. Por ejemplo, dentro de los 5° de distancia al sol, la luz zodiacal en la eclíptica es más brillante que la parte más brillante de la Vía Láctea, y es también más brillante que toda la luz integrada de las estrellas de todo el cielo. La luz zodiacal es relativamente uniforme en el rango de minutos de arco y tiene el mismo espectro solar, además está muy polarizada como el cielo azul.

3) Las líneas de emisión crepusculares son sólo importantes durante un corto lapso después del ocaso, y rara vez interfieren con las observaciones astronómicas normales. Las dos excepciones son: cuando se observan fuentes brillantes enseguida de la puesta del sol; y cuando se toman flats del cielo durante el crepúsculo. Una capa en la alta atmósfera que contenga átomos de sodio es iluminada por el sol después del ocaso (visto desde la superficie terrestre). Esta iluminación excita los átomos ocasionando que estos emitan las líneas D de **589,2 nm (la misma línea de las Lámparas de Vapor de Sodio a baja presión del alumbrado público)**. Sin embargo, la emisión sólo es observable a un determinado ángulo de depresión (la distancia a la cual se encuentra el sol bajo el horizonte) de **7 a 10°**. Si el sol está cerca del horizonte, la dispersión

potencia la emisión; por debajo de  $10^\circ$ , la capa ya no es iluminada. Un caso similar se nota en las líneas rojas de los átomos de oxígeno (**630 - 636,4 nm**). Ambos efectos generan errores en la magnitud **V**, pero son importantes por menos de una hora. Nótese que observar durante el crepúsculo tiene sus desventajas.

Todos estos efectos son contribuyentes menores que causan errores sólo por cortos lapsos o cuando se observan estrellas muy débiles cuyo brillo es comparable al del brillo del cielo. Los dos últimos contribuyentes terrestres pueden causar los mayores errores, tanto espaciales como temporales. El resplandor nocturno es la fluorescencia de los átomos y moléculas en el aire formada por excitación fotoquímica. Ocurre principalmente, en una capa localizada aproximadamente a **100 km** sobre la superficie de la tierra y es variable, dependiente de las condiciones del cielo, el tiempo local, la latitud, la estación y la actividad solar. Hay una componente que está presente en varias longitudes de onda, llamada "**Continuo**", primariamente causada por distintas líneas de emisión. Ambas componentes están siempre presentes, tendiendo a incrementar su brillo cerca del horizonte, y es independiente de la actividad geomagnética. Por lo tanto, al menos en el filtro **V** y en cualquier filtro más rojo que éste, este resplandor es una variable que siempre reduce la consistencia de las mediciones durante cualquier noche.

Además de esto, nuestra atmósfera es una turbulenta mezcla de gases, que típicamente están confinados en capas de similares temperaturas (unas pocas centésimas de grado de diferencia), esas capas son empujadas por el viento, formando débiles ondas que actúan como lentes modificando los frentes de onda entrantes de la luz de un objeto, dispersando y enfocando su luz aleatoriamente. Cada una de estas capas tiene un índice de refracción diferente, a este efecto se conoce como **Centelleo**, y es el que causa el titilar de las estrellas. Una mayor abertura del telescopio aumenta, el número de ondas captadas y el efecto se promedia y se minimiza, y/o al multiplica el tiempo de exposición por 4 el centelleo cae a la mitad.

La zona de la atmósfera que mayor contribuye al centelleo, esta entre 8 y 15 km de altura. Para la fotometría, el mayor impacto del centelleo, es que se debe integrar lo suficiente como para que el promedio elimine estas fluctuaciones de brillo. Usualmente se recomienda exposiciones con un régimen de decenas de segundos para fotometría de alta precisión, pero teniendo en cuenta que objetos más brillantes requieren exposiciones más cortas. Se pueden tomar varias exposiciones cortas y combinar los resultados para abatir las variaciones por centelleo. También, cuanto más próximo al horizonte se realicen las observaciones, estas estarán más influenciadas por el centelleo, el grado de ensanchamiento de las imágenes estelares producidas por el Centelleo se conoce como **Seeing** Explicado en el trabajo [Fotografía con Webcam III](#). El centelleo es menos importante en el infrarrojo que en el óptico. Para tener una idea, si el seeing zenital a **500 nm** fuera de **1"**, a **2000 nm** sería de **0,75"**. Este también aumenta con la distancia cenital, si el seeing en el cenit ( $z = 0^\circ$ ) fuera de **1"** para el óptico, a ( $z = 30^\circ$ ) sería de **1,5"**.

El efecto del Seeing en fotometría es doble. Primero, porque la luz de los objetos fotografiados es esparcida sobre un área mayor, lo que fusiona el brillos en sus bordes con el del fondo del cielo, limitando las mediciones de los objetos débiles, como este es cambiante con la altura y la temperatura, al usar una apertura de tamaño constante, para recoger el brillo en las mediciones, el cálculo de la extinción de primer orden (Absorción por la Masa de Aire) estará realmente basada en la extinción producida por la dispersión de la luz a causa del seeing. En imágenes con tiempos de exposición cortos, el movimiento en la misma puede causar estrellas con formas no Gaussianas en los telescopios pequeños. Para tiempos de exposición más largos, la turbulencia del seeing hará la distorsión mas uniforme para todos los objetos en esa imagen, pero será diferente en la imagen siguiente. Para un trabajo cuidadoso de fotometría de alta precisión, se deberán usar exposiciones de varios segundos para promediar estos movimientos de la imagen, y encontrar la escala de "/píxel acorde a nuestro instrumental, por esto debemos conocer cuál es el seeing que típicamente tenemos en el cielo donde observamos. Normalmente necesitaremos usar unos 2 o 3 píxeles por la FWHM de la medida del seeing. Por ejemplo, si tenemos un seeing de  $2''$ , una escala de  $0.67''/\text{píxel}$  estaría bastante bien. Hay que tener en cuenta que el hecho de usar más píxeles por segundo de arco va a tener la consecuencia de hacer que el campo registrado sea más pequeño. Para fotometría diferencial, nos interesará sobre todo, tener un campo donde estén incluidos, el objeto en estudio y unas cuantas estrellas de calibración, así que hay que llegar a un compromiso aceptable. Además de esto hay que usar correcciones de apertura entre una imagen y otra para compensar la diferencia del seeing de una imagen a otra.

Cuando observamos el Sol y las estrellas cerca del horizonte, la atmósfera modifica la trayectoria de los rayos de luz incidentes, haciendo aparecer los objetos más altos en el cielo de lo que realmente están (**Refracción Atmosférica**). Este varía debido a las diferentes masas de aire que hay desde el zenit hasta el horizonte, en este último el efecto se hace mayor, en el espectro óptico los objetos están 35 minutos de arco por encima de su posición real. Esto significa que cuando el Sol parece tocar el horizonte, en realidad ya se ha puesto, porque el diámetro aparente del sol son 32 minutos de arco. Este índice de refracción no es constante con relación a la longitud de onda (**Refracción Diferencial**), es decir que la atmósfera actúa como si fuese un prisma, esto se acentúa también hacia el horizonte, apareciendo azul en la parte más alta y roja en la más baja, y es lo que da lugar, al "flash verde" del sol poniente. Las recomendaciones sugieren no observar a menos de  $15^\circ$  sobre el horizonte a menos que sea absolutamente necesario.

Un efecto secundario de la refracción diferencial, es que el centelleo es dependiente del color, por esto, es conveniente que las estrellas de comparación presenten tipos espectrales similares al de la variable, pues aún cuando estén muy próximos uno de otro, pueden presentar variaciones temporales en la diferencia de extinción y enrojecimiento, lo que podría ser erróneamente interpretado como un cambio en el brillo del objeto en estudio.

Otro efecto clave, es la Extinción de segundo orden, ya vimos que la absorción atmosférica es mayor para la luz azul que para la roja, esto ocasiona que nuestros índices de colores obtenidos para un mismo objeto, sean diferentes al observarse a diferentes alturas del horizonte, esto se cuantifica con un valor (coeficiente de extinción de 2do orden) y se explica en el apartado de calibración fotométrica de nuestro sistema.

Las conclusiones de esta sección son tres. La primera: la luz del cielo nocturno no es constante, y por lo tanto, limitará siempre la precisión las mediciones. La segunda: no observe durante una aurora, cerca del horizonte o en el crepúsculo. Y por último: las mediciones más rojas que el filtro V son fuertemente afectadas por la luz variable del cielo nocturno, y debe ser evitadas hasta que se gane experiencia con el sistema UBV. Excepto por las auroras o cuando se observan estrellas muy débiles, las variaciones de brillo del cielo nocturno quizá nunca las perciba en su fotometría, pero conocer la posibilidad de que se presenten estos errores, puede ser útil para posteriores referencias.

### Fotometría All Sky y Fotometría Diferencial

La fotometría en ambos casos, es la medición del brillo del objeto en estudio, usando otro objeto de referencia de magnitud conocida, lo que cambia son los métodos.

En la Fotometría **All Sky**, conocida también como **Fotometría Absoluta**, se realizan imágenes independientes del objeto en estudio, e imágenes de estrellas que se usaran para calibrar, como las del **Catálogo Landolt**. Como cada imagen corresponde a un campo que esta a diferente altura sobre el horizonte, debe calcularse la masa de aire que atraviesa la luz en cada imagen para determinar cuanta luz fue absorbida para corregirse, estas correcciones varían según el color de la estrella y el filtro usado, así se establece la magnitud de la estrella fuera de la atmósfera terrestre "**Magnitud ExtraAtmosférica**", llevándose las mediciones a un sistema estándar (magnitudes estándares), lo que permite compararlas con las de otros observadores que hayan seguido el mismo método. Las condiciones del cielo necesarias para hacer fotometría "all-sky" deben ser condiciones excepcionales de transparencia y estabilidad que solo se tienen en observatorios profesionales. Para un observador que no disponga de dichas condiciones, las condiciones atmosféricas ya explicadas, son dramáticamente diferentes de una región del cielo a otra.

La **Fotometría Diferencial** por su parte, usa como estrellas de calibración, solo estrellas que están presentes dentro del campo de la misma imagen donde se encuentra también el objeto en estudio. Esto simplifica el trabajo, al ser las condiciones atmosféricas en cada imagen (masa de aire, transparencia, etc), prácticamente las mismas, afectando del mismo modo al objeto en estudio y las estrellas de calibración, esto elimina la necesidad de realizar imágenes para cada objeto y hacer las correspondientes correcciones de la fotometría absoluta.

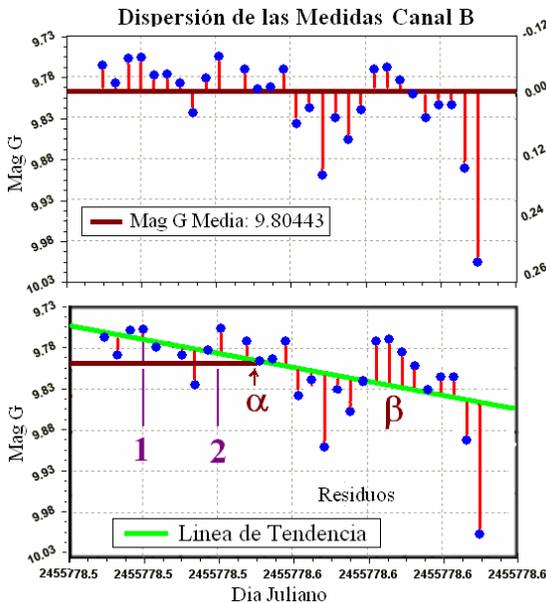
En el caso de las imágenes obtenidas con cámaras RGB, tenemos un punto más a favor, y es que al ser obtenidos los tres canales de color al mismo tiempo, por tratarse de una imagen CFA, las condiciones son idénticas para los tres componentes RGB. Los únicos aspectos en los que hay que tener cuidado con la fotometría diferencial, serían la correcta elección de las estrellas de comparación, que no sean variables, y no estén saturadas en la imagen, y la correcta apertura del diafragma para hacer las mediciones. En este punto casi todos parecen coincidir en que los resultados más precisos se suelen obtener escogiendo una apertura que sea unas 4 veces la dimensión del seeing que hayamos estimado en nuestras imágenes ó entre 1.4 y 3 veces la FWHM de la PSF. Para estimar la FWHM adecuada a nuestra imagen, tomamos la FWHM de varias estrellas y promediamos esos valores. Este punto se tratará en el apartado **Substracción Óptima del Fondo del Cielo y Determinación de su Magnitud**.

### NOTA IMPORTANTE

Antes de entrar a exponer la precisión alcanzada en las mediciones realizadas con cámaras digitales RGB, vamos a explicar muy brevemente algunos procesos de ajuste matemático que son necesarios conocer para lidiar con las diferentes correcciones que es debemos aplicar. Este justo a los tres apartados siguientes son unos de los más importantes de este trabajo, necesario de leer con mucha atención para poder llevar la precisión de nuestra cámara hasta el límite incluso para los que realizan trabajos con cámaras CCD monocromas diseñadas exclusivamente para astronomía, ya que la precisión depende de las condiciones atmosféricas combinadas a las prestaciones de la propia cámara y de nuestra habilidad para combinar estas dos cosas a través de la suma de imágenes y la configuración de los parámetros propios de la cámara, ganancia, tiempo de exposición, número de imágenes adicionales, etc.

## Ajustes de Regresión, Extrapolaciones e Interpolaciones

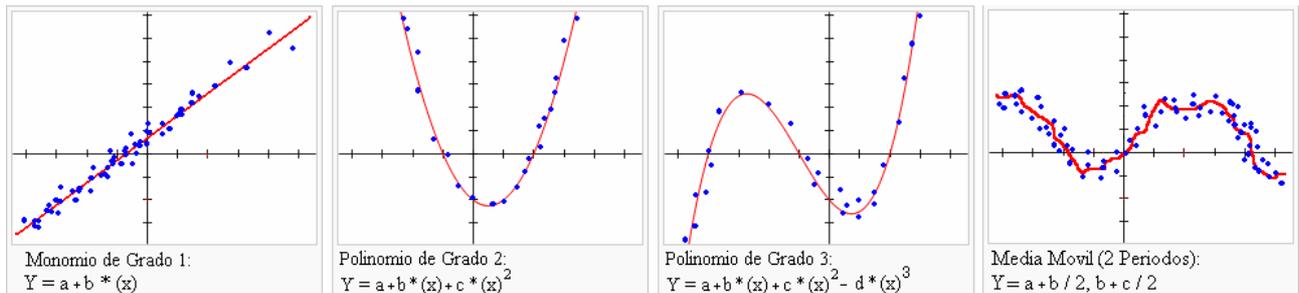
Cuando trabajamos con datos astronomicos que presentan siempre determinado nivel de dispersión, necesitamos aplicar ajustes matematicos para generar una relación en dicha data. En este sentido, los metodos de regresión nos permiten obtener este ajuste, y lo veremos a lo largo de este manual en diferentes ejemplos.



Observemos la grafica izquierda de la magnitud de una estrella de brillo fijo (no variable), obtenida con la webcam NexImage. Las medidas nos indican que descienden de brillo. En este caso, por la mayor extinción en su recorrido hacia el horizonte. Sin embargo, debido a la turbulencia atmosferica y a la imprecisión del instrumental, no vemos una linea de puntos descendente, sino una nube de puntos dispersa, con tendencia a la caída. Para el ajuste se toma el promedio de los valores Y, y se estima con respecto a el, la diferencia de cada medida “Residuos”. Luego se establece una linea (en este ejemplo una recta) y con el metodo de **Mínimos Cuadrados Promedio (LMS)**: se calculan los residuos entre esta y las medidas reales, se elevan al cuadrado y se suman, este valor indica el grado de error esperado al usar esta linea de tendencia. Entonces se busca y se adopta la linea que produzca el menor valor en la evaluación de LMS. Como se trata de encontrar una relación X vs Y, que permita aproximar el valor Y a su valor real, entonces el eje Y es la variable dependiente, y el eje X la variable independiente. Si relacionamos Y con X según una línea recta, hablaremos de **Regresión Lineal Simple**:

$$Y = \alpha + \beta * (x).$$

Esta ecuación es un monomio (polinomio de 1er °), donde Y es la medida de dicho eje ajustada,  $\alpha$  la ordenada al origen (punto 0, donde se cruza la recta que ajusta los puntos con respecto al promedio),  $\beta$  la **Pendiente**, la cual es la inclinación de la recta que ajusta los puntos, con respecto a la linea promedio, su valor se obtiene de dividir su longitud con respecto a la longitud de la linea promedio en referencia a dos puntos (1 y 2), si las dos se correlacionaran perfectamente tendrian la misma longitud  $1 / 1 = 1$ . Pero al inclinarse aumenta su longitud. Por ejemplo:  $1,2 / 1 = 1,2$ . Si se inclina hacia abajo los valores son identicos pero negativos. En la ecuación la Pendiente es quien se multiplica por el **Coefficiente Regresor (x)**, que es el residuo de cada medida en el eje Y sin ajuste. Cuando las variables X e Y se relacionan según una línea curva, puede ser cuadratica (polinomio de 2° grado), cubica (de 3° grado) etc, o **Regresión Exponencial, Potencial**, etc. En algunos casos se toma cada región de la curva, y se trabaja en cada rango con una ecuación diferente, lineal o curvilinea.



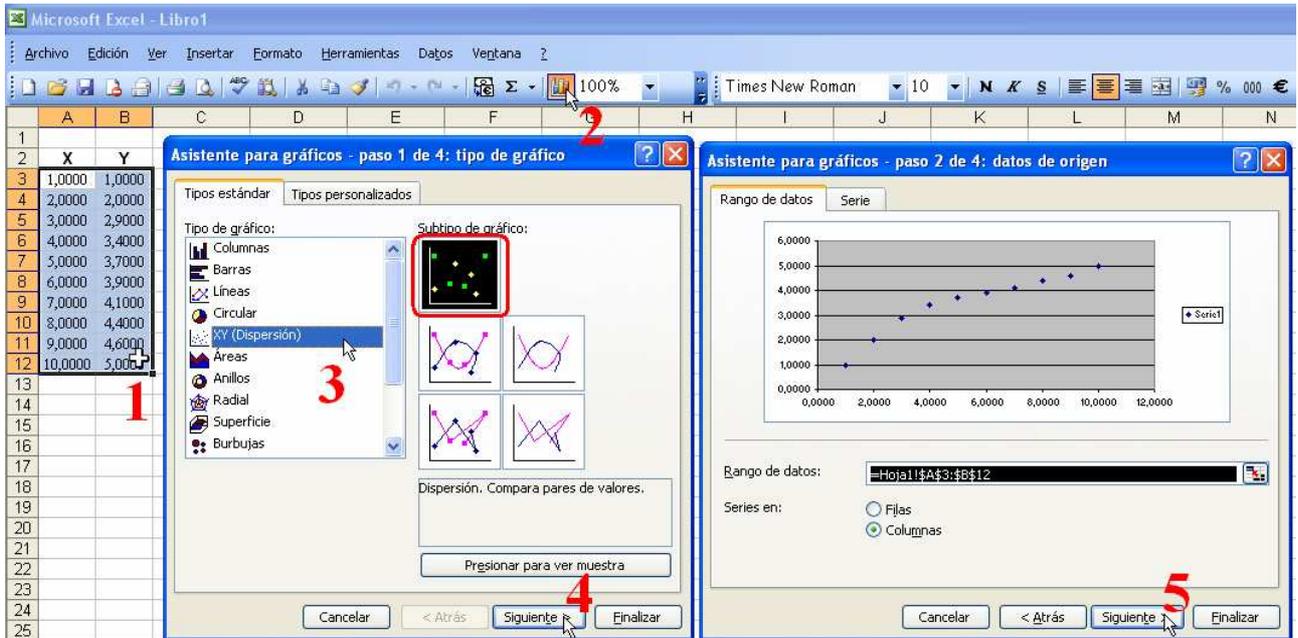
Como vemos un polinomio es una combinación de coeficientes y variables ( $\alpha$ ,  $\beta$ , y (x) para polinomio de 1er grado), unidas por medio de operaciones matematicas, suma, resta, multiplicación y división. Las operaciones de potenciación y radicación tienen lugar en los polinomios, pero éstas últimas nunca afectan a la variable, sino a los coeficientes.

En el ajuste **Media Movil** (ultima imagen derecha). En este se toman los valores Y de dos puntos consecutivos, y se grafica el promedio de ambos, luego se procede de igual modo con el ultimo punto usado y el siguiente, por ejemplo:  $a + b / 2, b + c / 2, c + d / 2$ , etc. Según la cantidad de puntos que se use para el promedio, se denomina periodos. En el ejemplo se realizo una media movil de 2 periodos. Generalmente se toman entre 2 y 10 periodos para el ajuste. Las medias moviles simples usan para los promedios el dato actual y los anteriores, la media movil central usa datos anteriores y posteriores.

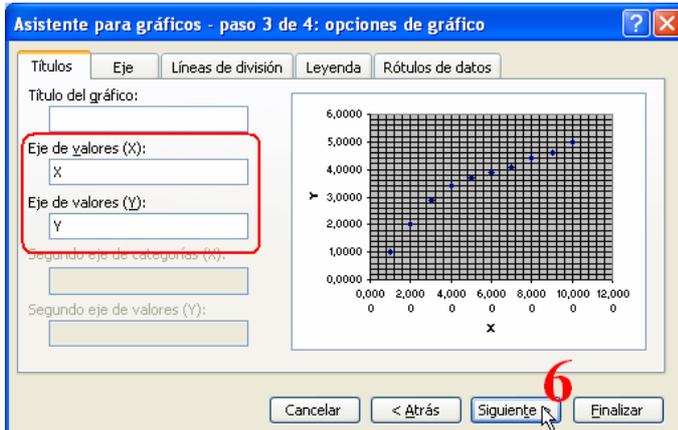
Con la ecuación obtenida podemos extrapolar los valores fuera del rango de datos, y la tendencia nos ayudara a realizar predicciones (Efemérides). Si las usamos en los espacios vacios dentro de la data, interpolaremos los valores faltantes.

Para encontrar la relación entre los ejes X y Y en una serie de datos, usaremos el programa **Excel** de Microsoft. Este leera la columna izquierda como el eje X, lo mas recomendable es configurar a cuatro decimales después de la coma (.), para esto seleccionamos las celdas con el raton y vamos al menú **Formato/Celdas**, y en el cuadro de dialogo **Formato de celdas**, escojemos **Numero**, y en Posiciones decimales colocamos **4**.

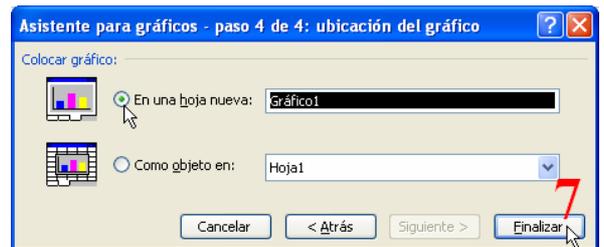
Con las columnas corregidas: **1)** las seleccionamos con el ratón, **2)** en el icono , seleccionamos el **Asistente para graficas**, **3)** donde escojemos una representación de **XY (Dispersión)**, y escojemos el subtipo puntos sin líneas, **4)** luego pulsamos **Siguiente**. **5)** podemos visualizar la representación, pero pulsaremos **Siguiente**.



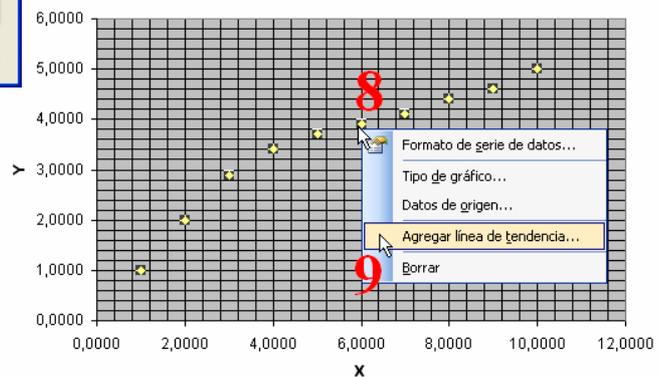
En esta ventana, en la pestaña **Títulos**, escribiremos el nombre de los valores del eje X y Y, en la pestaña **Lineas de división** escojemos las cuatro opciones, en la pestaña **Leyenda**, desactivamos **Mostrar leyenda**, **6)** pulsamos **Siguiente**.

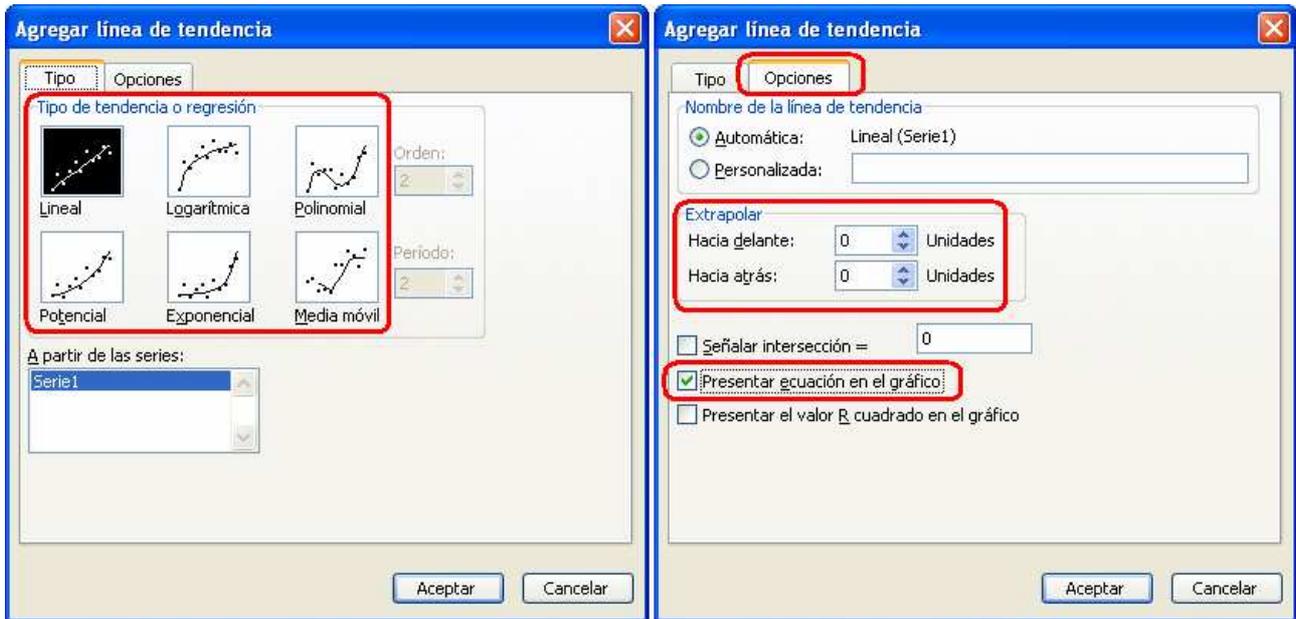


podemos escoje mostrar el grafico en una hoja nueva, **7)** y finalizamos. Entonces podremos ver la grafica pulsando la nueva pestaña inferior **Gráfico 1**.



**8)** Ahora pulsamos el botón derecho del ratón sobre uno de los puntos de la grafica, **9)** y escojemos la opción **Agregar línea de tendencia...** En este cuadro de dialogo veremos la pestaña **Tipo**, en la cual escojemos el tipo de regresión. En la pestaña **Opciones**, escojemos **Presentar ecuación en el grafico** y pulsamos **Aceptar**. Entonces veremos la linea de regresión con la ecuación, de ajuste presentada.



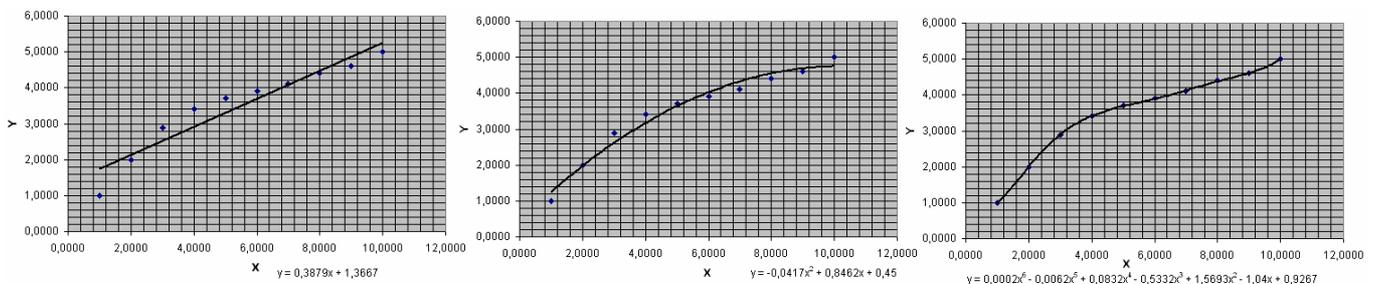


Las tres imágenes inferiores muestran de izquierda a derecha tres ajustes: **1)** ajuste de regresión lineal, aquí la ecuación es:

$$y = 0,3879x + 1,3667$$

En la ecuación presentada por Excel, los valores están invertidos en cualquiera de las opciones, en este caso: la primera cifra **0,3879** es la **Pendiente** (ya que es la que se multiplica por  $x$ ), y la última cifra **+ 1,3667** es el **Origen**.

Vemos que una recta no ajusta los datos porque estos dibujan una curva. La imagen central muestra un **Ajuste Polinómico de 2do grado**, el grado del polinomio lo escogemos en el cuadro de diálogo **Agregar línea de tendencia...** en la casilla **Orden**, esta casilla se activa solo cuando escogemos ajuste **Polinomial**. Este ajuste vemos que es un poco más exacto, pero tampoco ajusta exactamente los puntos. El tercero es un **Ajuste Polinómico de 6to grado**, este ajusta muy bien los puntos.



La ecuación para un polinomio de 3er grado es presentada por Excel del modo izquierdo, pero podemos también ordenarla:

$$Y = -10005x^3 + 19939x^2 - 13223x + 6387,6 \text{ es igual a: } Y = 6387,6 - (13223 * x) + (19939 * x^2) - (10005 * x^3)$$

En el modelo exponencial:  $y = 0.1479e^{-0.2303x}$  equivaldría a:  $Y = 2.71828182845905^{((-0.2303 * x) + \ln(0.1479))}$ .

**Ln** (Logaritmo Neperiano). En el caso de usar un ajuste de regresión **Media Móvil**, ajustamos el periodo en la casilla **Periodo** del cuadro **Agregar línea de tendencia...** En las opciones de esta mismo cuadro, podemos proyectar la línea hacia adelante o hacia atrás fuera de los puntos, desde las casillas **Hacia adelante** o **Hacia atrás** del campo **Extrapolar**.

Podemos configurar cualquier aspecto de la gráfica con solo pulsar el botón derecho del ratón posicionado sobre los valores de cualquiera de los ejes, o sobre el área del gráfico, o la línea de tendencia, etc.

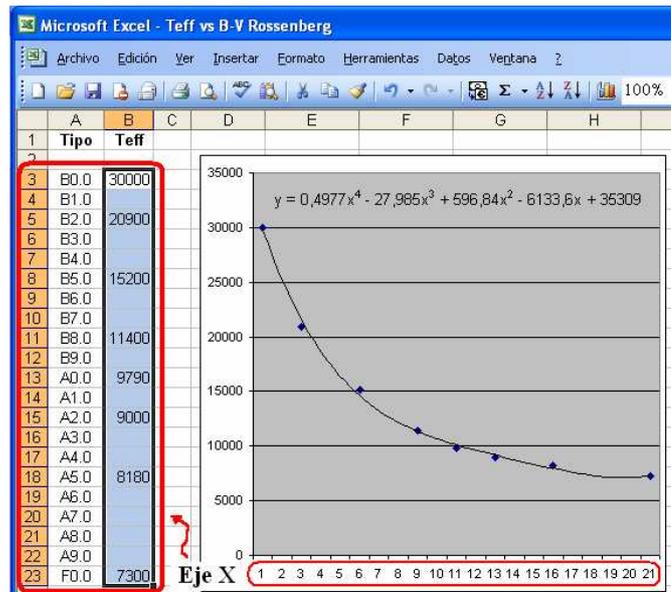
En los casos donde realizamos un ajuste con mucha frecuencia, lo mejor es dejar configurada una rutina Excel, donde ya hemos ordenado las columnas de datos a ajustar, y en la gráfica aparecerán automáticamente los datos con la recta de ajuste escogida de antemano con su ecuación, con solamente insertar los datos en las celdas pre-establecidas. Esto es lo que se ha hecho para la calibración fotométrica, diagramas color magnitud, y otras tareas que veremos en los apartados correspondientes. Estas hojas preparadas las encontramos en la carpeta herramientas del programa RGB Fotocalc.

Existen casos donde disponemos de una serie de datos que queremos usar como eje Y, pero no tenemos un equivalente para ser usado como eje X para realizar el ajuste. En estos casos realizamos el ajuste usando como eje X la propia relación de la data. La relación de la Teff es derivada con el índice de color, pero usemos como ejemplo los tipos espectrales en Estrellas MAIN SEQUENCE V, cuando solo disponemos de algunos valores (Tabla izquierda). Sabemos que los tipos espectrales aumentan del 0 al 9, entonces crearemos una columna donde esten contemplados los tipos intermedios (imagen derecha).

Entonces seleccionamos solo la columna de Teff, y en el **Asistente para graficos**, escogeremos ahora **Lineas**. Y produciremos una gráfica, donde el programa escoje por defecto como valor del eje X, la cantidad de celdas usadas.

Table 15.7. Calibration of MK spectral types.

Sp	B-V	V-R	T <sub>eff</sub>	B-V	V-R	T <sub>eff</sub>	B-V	V-R	T <sub>eff</sub>
MAIN SEQUENCE, V			GIANTS, III			SUPERGIANTS, I			
O5	-0.33	-0.15	42000	...	...	...	-0.27	-0.15	32000
O9	-0.31	-0.15	34000	...	...	...	...	...	...
B0	-0.30	-0.13	30000	...	...	...	...	...	...
B2	-0.24	-0.10	20900	...	...	...	-0.17	-0.05	17600
B5	-0.17	-0.06	15200	...	...	...	-0.10	0.02	13600
B8	-0.11	-0.02	11400	...	...	...	-0.03	0.02	11100
A0	-0.02	0.02	9790	...	...	...	-0.01	0.03	9980
A2	+0.05	0.08	9000	...	...	...	+0.03	0.07	9380
A5	+0.15	0.16	8180	...	...	...	+0.09	0.12	8610
F0	+0.30	0.30	7300	...	...	...	+0.17	0.21	7460
F2	+0.35	0.35	7000	...	...	...	+0.23	0.26	7030
F5	+0.44	0.40	6650	...	...	...	+0.32	0.35	6370
F8	+0.52	0.47	6250	...	...	...	+0.56	0.45	5750
G0	+0.58	0.50	5940	...	...	...	+0.76	0.51	5370
G2	+0.63	0.53	5790	...	...	...	+0.87	0.58	5190
G5	+0.68	0.54	5560	+0.86	0.69	5050	+1.02	0.67	4930
G8	+0.74	0.58	5310	+0.94	0.70	4800	+1.14	0.69	4700
K0	+0.81	0.64	5150	+1.00	0.77	4660	+1.25	0.76	4550
K2	+0.91	0.74	4830	+1.16	0.84	4390	+1.36	0.85	4310
K5	+1.15	0.99	4410	+1.50	1.20	4050	+1.60	1.20	3990
M0	+1.40	1.28	3840	+1.56	1.23	3690	+1.67	1.23	3620
M2	+1.49	1.50	3520	+1.60	1.34	3540	+1.71	1.34	3370
M5	+1.64	1.80	3170	+1.63	2.18	3380	+1.80	2.18	2880



	A	B	C	D	E	F	G	H	I
1	Tipo	Teff	X						
2									
3	B0.0	30000	1	= (0,4977 * C3 ^ 4) - (27,985 * C3 ^ 3) + (596,84 * C3 ^ 2) - (6133,6 * C3) + 35309					
4	B1.0		2						
5	B2.0	20900	3						
6	B3.0		4						
7	B4.0		5						
8	B5.0	15200	6						
9	B6.0		7						
10	B7.0		8						
11	B8.0	11400	9						
12	B9.0		10						
13	A0.0	9790	11						
14	A1.0		12						
15	A2.0	9000	13						
16	A3.0		14						
17	A4.0		15						
18	A5.0	8180	16						
19	A6.0		17						
20	A7.0		18						
21	A8.0		19						
22	A9.0		20						
23	F0.0	7300	21						

Asi que vamos a generar una nueva columna donde escribiremos este sencillo orden ascendente y lo colocamos como valor del eje X en la formula que nos dio Excel.

En este caso, es una ecuación de polinomio de 4to grado (debemos encerrar entre paréntesis el coeficiente multiplicado por el valor del eje X elevado a la potencia, para separar los signos), fíjese en la ecuación dada por Excel en la grafica superior derecha, y como esta escrita en la celda de la imagen izquierda. Para elevar, teclas: **Shift + ^ [** y espacio.

Ahora copiamos la fórmula en toda la columna con: **ctrl + C** y **ctrl + V**, y obtendremos los valores intermedios (imagen derecha). Vemos que los valores usados originalmente también han cambiado en una pequeña medida, ya que el ajuste también se ha aplicado a sus valores para ajustarlos a la tendencia general de la data. Sin embargo, solo tomaremos los valores intermedios, los originales no los alteraremos.

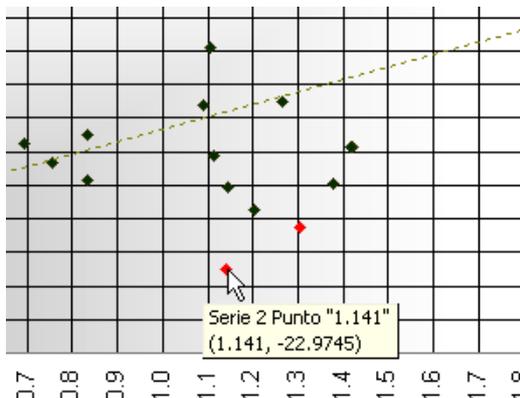
	A	B	C	D
1	Tipo	Teff	X	
2				
3	B0.0	30000	1	29744,75
4	B1.0		2	25213,24
5	B2.0	20900	3	21564,48
6	B3.0		4	18660,41
7	B4.0		5	16374,94
8	B5.0	15200	6	14593,9
9	B6.0		7	13215,08
10	B7.0		8	12148,22
11	B8.0	11400	9	11314,98
12	B9.0		10	10649
13	A0.0	9790	11	10095,83
14	A1.0		12	9612,987
15	A2.0	9000	13	9169,925
16	A3.0		14	8748,043
17	A4.0		15	8340,688
18	A5.0	8180	16	7953,147
19	A6.0		17	7602,657
20	A7.0		18	7318,395
21	A8.0		19	7141,467
22	A9.0		20	7125
23	F0.0	7300	21	7333,949

**NOTA IMPORTANTE AL TRABAJAR EN EXCEL:**

Es importante saber como tenemos configurada nuestra PC en **Panel de control / Configuración regional y de idioma / Opciones regionales**, por citar dos ejemplos: **Español (Venezuela)** usa **Coma (,)**, como separador decimal e **Inglés (Estados Unidos)** usa **Puntos (.)**. Lo mas conveniente es usar comas, pero los datos a ser manipulados deben tener el mismo separador decimal para que Excel no muestre errores. Si usamos puntos solo podremos usar tres cifras decimales, ya que si usamos más, Excel las asumira por defecto como separador de mil, y posicionara el punto siempre antes de los tres valores decimales, por ejemplo: para **1,2645** usara **12.645**, y cuando tengamos cifras con diferentes valores decimales nos mostrara diferentes valores, por ejemplo, para las serie: **2,59240. 2,63451. 2,87600**. Nos mostrara: **25.924. 263.451. 2.876**. Al omitir los ceros a la izquierda al usar puntos.

**Puntos Excluidos Visibles en la Misma Gráfica y Ajuste por Secciones**

Podemos excluir puntos en una gráfica para que no influyan en el ajuste, y poder seguirlos viendo en la grafica con otro color o/y figura, para esto generamos tres columnas, la primera el eje X y las dos segundas el eje Y. colocamos la data X y Y en la primera y segunda columna pero seleccionamos para la gráfica las tres columnas. Imagen inferior, entonces se mostraran los puntos como en los ejemplos anteriores, al visualizar cuales son los puntos que mas se alejan de la tendencia que presentan nuestros datos (los cuales producirán dispersión en la relación), posicionamos el cursor sobre el punto en la

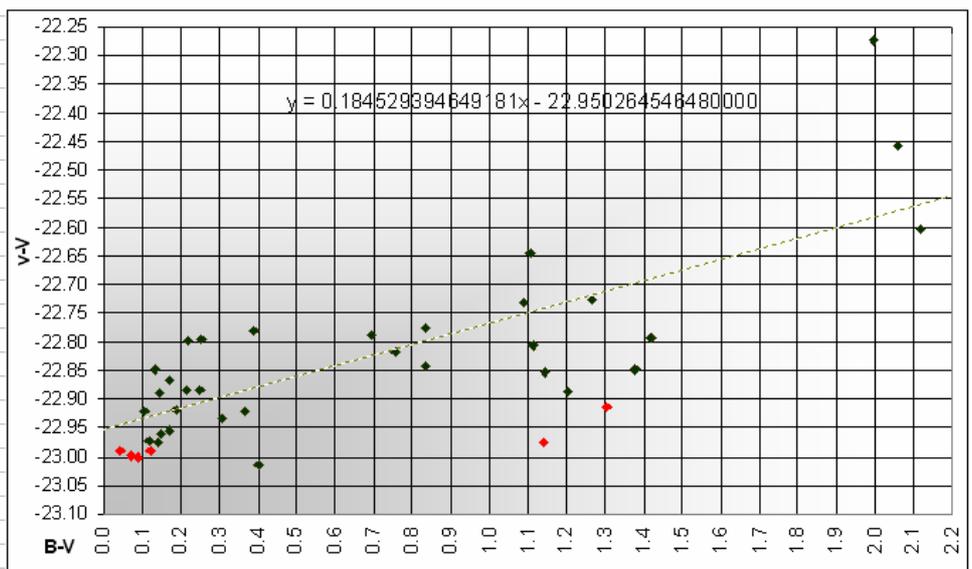


gráfica y observamos los valores dentro del parentesis (imagen izquierda). En este ejemplo (1.141, -22.9745) son los valores de eje X y Y respectivamente. Entonces tocamos el area de la grafica (sin tocar las lineas de división) y se colorea las columnas donde se encuentran los datos de la gráfica, y buscamos la celda con los valores mostrados por el punto, y tocamos la celda correspondiente al valor en eje Y, movemos el cursor hacia el borde de la celda hasta que el puntero nos muestre una cruz con cuatro flechas (imagen derecha), en ese momento arrastramos el valor de la celda a la otra columna y veremos el punto en la gráfica con un color diferente, (el cual podemos escoger nosotros mismos), y así excluimos los puntos que no queremos. Estos se

B - V	v-V	v-V
1.141		-22.9745
0.042		-22.9901
0.042		

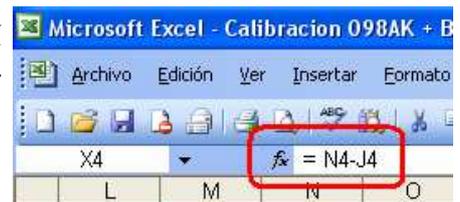
van a seguir viendo en la gráfica pero no serán tomados en cuenta en el ajuste de los datos (vease la grafica inferior derecha). En este caso los puntos excluidos están en la columna v-V, y los utilizados v-V en Esta propiedad nos da la

B - V	v-V	v-V
1.141		-22.9745
0.042		-22.9901
1.205	-22.8870	
0.082		
1.420	-22.7938	
1.380	-22.8475	
0.105	-22.9200	
0.121		-22.9904
0.088		-23.0017
0.401	-23.0141	
0.251	-22.8851	
0.170	-22.8651	
0.170	-22.8662	
0.186	-22.9173	
0.148	-22.9600	
0.144	-22.8895	
0.140	-22.9754	
0.072		-22.9999
0.171	-22.9541	
1.091	-22.7320	
2.059	-22.4580	
1.266	-22.7255	
1.417	-22.7925	
1.143	-22.8538	
1.114	-22.8064	
1.303		-22.9119
2.119	-22.6036	
1.105	-22.6460	
0.757	-22.8170	
0.366	-22.9197	



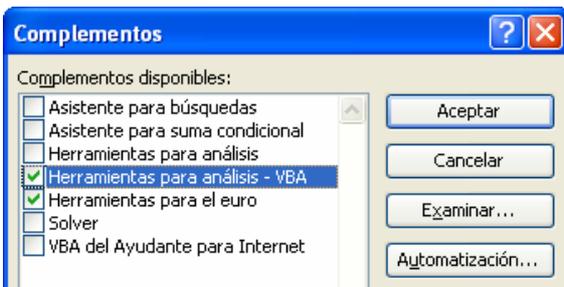
posibilidad de crear otra secuencia simultáneamente en la misma grafica, para ajustar los datos con diferentes relaciones en diferentes tramos. En estos casos vamos a necesitar usar algunos puntos en las dos columnas del eje y para usarlos en común en las dos relaciones, entonces arrastramos el punto lo sacamos de uno y lo colocamos en la otra. Para esto nos paramos en la celda, pulsamos F2 y en la casilla superior del programa donde se muestra

la función usada en la celda indicada con fx (imagen derecha), copiamos la función, nos paramos en la celda donde vamos a copiar el valor, pulsamos F2 y la pegamos, así tendremos el mismo valor en las dos celdas. Esto es para mover los valores horizontalmente. Podemos usar varias columnas para tener diversas relaciones simultáneamente de la misma data.



### Ajustes de Regresión Lineal Multivariable

Existen ocasiones donde el valor del eje y depende de dos variables, tal es el caso de las ecuaciones para obtener la magnitud absoluta de las estrellas RR Lyra a partir del periodo de pulsación y a su vez del índice de metalicidad. Donde es común una ecuación como  $M_b = 1.53 - (0.03 * \log P) + (0.35 * Fe/H)$ . Esto lo realizamos cuando dos variables nos van a ayudar a obtener un resultado mas preciso, sin embargo antes demos comprobar la relación de cada variable con el eje Y probando dos ajustes de regresión lineal simple por separado.



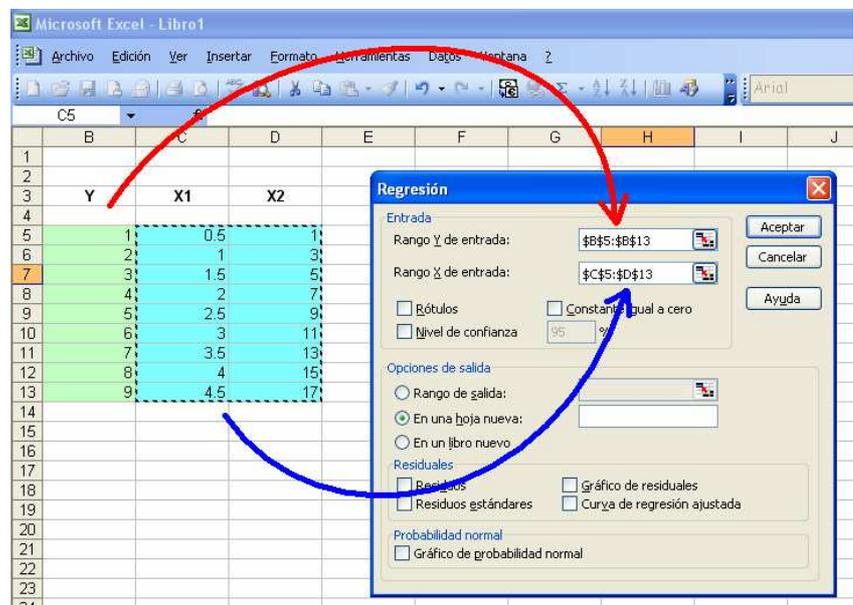
Antes debemos ir al menú de Excel 2003, **Herramientas/Complementos**, y se abre el cuadro izquierdo, en el activamos la casilla **Herramientas para Análisis VBA** y **Aceptar**.

Ahora vamos al menú **Herramientas** y escogemos **Análisis de Datos**, y en el cuadro **Análisis de Datos** escogemos la opción **Regresión** y pulsamos **Aceptar**. Ahora vamos al menú **Datos/Análisis de Datos** y se abre el cuadro mostrado abajo, en el tocamos con el ratón dentro de la celda **Rango Y de Entrada**: y

Seleccionamos la columna con los valores del eje Y. luego nos paramos dentro de la celda **Rango X de Entrada**: y escogemos las dos columnas [X1, X2], al mismo tiempo y pulsamos **Aceptar**. En este momento se abre una nueva hoja con los valores del ajuste. De estos nos interesa los que estan en la columna **Coefficientes** (señalada con un rectangulo rojo).

Estos son Intercepcion, Variable X1, Variable X2, en nuestro ejemplo: 0.5, 0, 0.5 respectivamente. En este caso todos los valores son positivos. Estos son los coeficientes multiplicadores en la ecuacion y el punto 0, y se ordenan como sigue para obtener el valor de Y:

$$Y = 0.5 + (0 * X1) + (0.5 * X2)$$



Estadísticas de la regresión	
Coeficiente de	1
Coeficiente de	1
R <sup>2</sup> ajustado	0.85714286
Error típico	2.9798E-16
Observaciones	9

ANÁLISIS DE VARIANZA				
	Grados de libertad	Suma de cuadrados	F	Valor crítico de F
Regresión	2	60	30	6.7574E+32
Residuos	7	6.2154E-31	8.8791E-32	8.7502E-98
Total	9	60		

	Coefficientes	Error típico	Estadístico t	Probabilidad	Inferior 95%	Superior 95%	Inferior 95.0%	Superior 95.0%
Intercepción	0.5	1.9958E-16	2.5052E+15	4.264E-106	0.5	0.5	0.5	0.5
Variable X 1	0	0	65535	#NUM!	0	0	0	0
Variable X 2	0.5	1.9234E-17	2.5995E+16	3.293E-113	0.5	0.5	0.5	0.5

Si por ejemplo el coeficiente de X2 fuese negativo [-0.5] la ecuación quedaria:

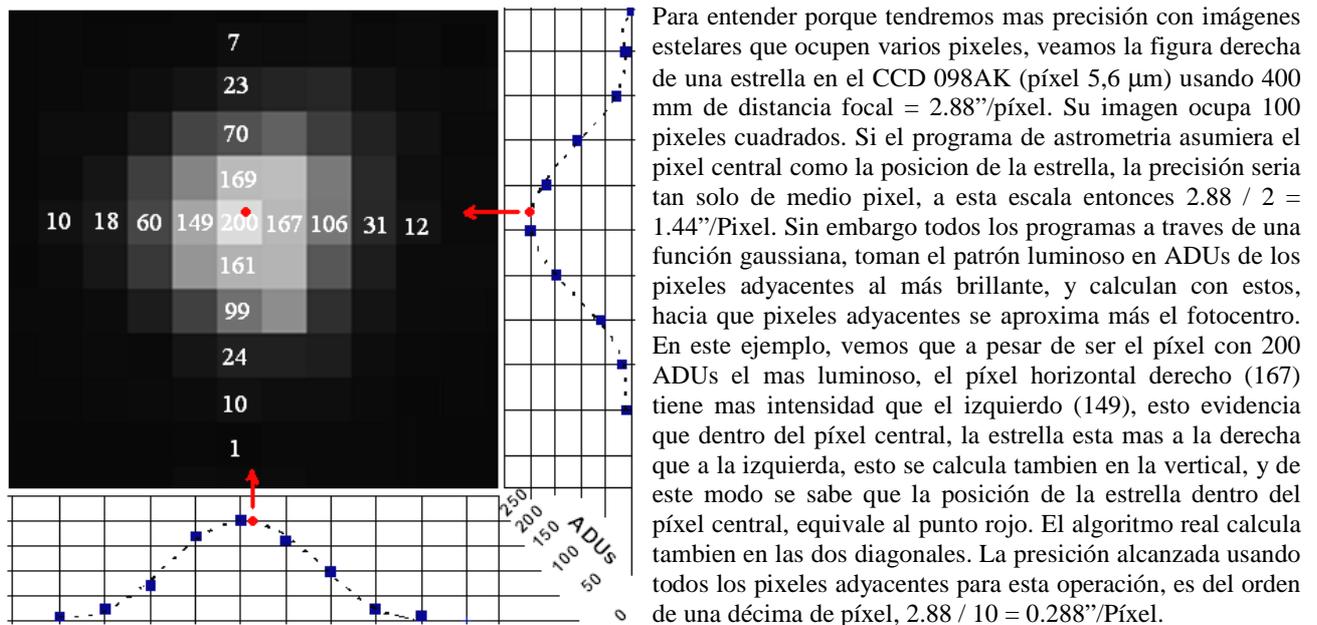
$$Y = 0.5 + (0 * X1) - (0.5 * X2)$$

Una vez que se realiza el ajuste desaparece la opción **Análisis de Datos** del menú **Herramientas** y debemos abrir una hoja nueva para realizar otro ajuste de este tipo.

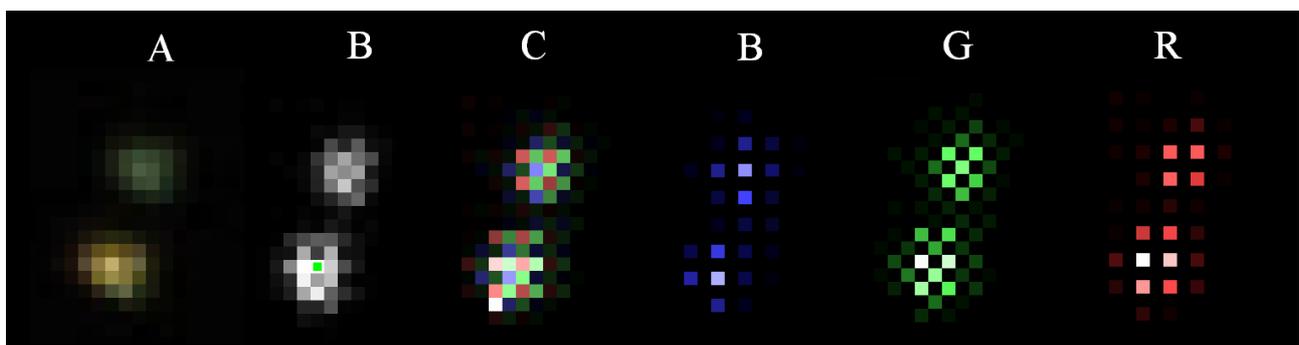
Si activamos la casilla **Curva de regresión ajustada**, en el cuadro **Regresión**, se nos mostrara las curvas de ajuste para cada variable en relacion al eje Y asi como el pronóstico de los valores obtenidos en relación al valor real.

## Presición en la Astrometría y Fotometría con Webcams y DSLR

En la fotometría, la precisión en la medida de brillo concierne al instrumental usado, depende de la profundidad de bits que podamos alcanzar de la adición de imágenes de 8, 12 y 14 bits de la webcam o DSLR, de la similitud de la respuesta de los microfiltros, y de la corrección de la pérdida por antibloomig. Pero en la Astrometría, la precisión dependerá de la escala en  $\text{''/Píxel}$  de nuestro conjunto **Telescopio + Cámara**, y en esto está involucrada la distancia focal del telescopio, y el tamaño de los píxeles de la cámara. La escala de  $\sim 2\text{''/píxel}$ , es la que se ajusta mejor al seeing de los cielos de los aficionados de  $\sim 4$  y  $6\text{''}$ . A esta escala las estrellas ocupan varios píxeles (imagen inferior), lo que aumenta la precisión.



Un procedimiento similar es el que usa Iris en la opción **Gradient**, para reconstruir los colores obtenidos en imágenes RAW. Cuando tomamos una secuencia de imágenes, debido al seeing y a pequeños errores de seguimiento "**Jithering**", el fotocentro de la estrella se mueve aleatoriamente alrededor de una posición central, lo que modifica el patrón luminoso alrededor del píxel más brillante en la organización de la estructura CFA, este fotocentro puede coincidir con algún microfiltro de color en específico, o con la zona entre dos píxeles. En las imágenes inferiores vemos dos estrellas cercanas (la Imagen B es la imagen RAW), el fotocentro de la estrella coincide con un microfiltro verde (señalado con un punto verde), en la imagen C vemos que del lado izquierdo de este, se encuentra el segundo píxel más brillante, uno que coincide con un microfiltro rojo, y debajo del verde más brillante el tercer píxel más brillante coincide con un microfiltro azul. Estos son los tres píxeles más brillantes de cada componente B G R los cuales se han separado a la derecha mostrando el patrón luminoso por separado en cada canal alrededor de su correspondiente píxel más brillante. La estrella es **444 H. Sung 2000** en la nebulosa M8, una estrella naranja con índice **B-V = 1.141**. En la reconstrucción de color el píxel más brillante que registraba el color verde, se muestra de color naranja, porque el algoritmo con la información del conjunto de píxeles rojos, calcula que hay un valor alto de rojo en el punto donde no hay físicamente un microfiltro rojo. La diferencia de la matriz de color en relación a los sensores B/N, es que hay la mitad de píxeles por unidad de superficie con microfiltro verde, y la



cuarta parte para el azul y rojo, entonces en la astrometría, la precisión en el canal verde se reduce a la mitad en relación a un sensor monocromo, y a la cuarta parte los azules y rojos, esto equivale a una precisión de un quintavo de píxel en posición del fotocentro en el canal verde y un cuarto de píxel para los azules y rojos, a esta escala:  $2.88 / 5 = 0.576''/\text{Píxel}$ , y  $2.88 / 4 = 0.72''/\text{Píxel}$  respectivamente. Pero al adicionar imágenes se aumenta la precisión, con el número de imágenes.

Otra consecuencia de la reconstrucción del color en cada una de la imágenes de una secuencia, es que al variar ligeramente el patrón luminoso en torno al fotocentro al adicionarlas las subexposiciones la precisión y uniformidad en los valores de cada píxel de la imagen final aumenta, al adicionarse píxeles donde la información fue reconstruida con otros donde la señal fue registrada realmente. Si después de la reconstrucción de color y antes de la adición, aplicamos el algoritmo Drizzle, la precisión estadística aumenta abrumadoramente. Un dato importante dado por **John E. Hoot**, de diversas pruebas realizadas con cámaras DSLR, es que al ser la transmisión aproximadamente la mitad, de lo que dejan pasar los filtros para imágenes monocromas, la Eficiencia Cuántica de la cámara va a variar también con la relación focal del sistema óptico. Sistemas ópticos mayores a f7, mostrarán QE menores que los sistemas ópticos más rápidos, debido a que los micro lentes no son lo suficientemente fuertes para bloquear todo el cono de luz en la parte activa de la píxel del detector.

El **MPC (Minor Planet Center)** es la división de la **Unión Astronómica Internacional (IAU)** responsable de la determinación de las órbitas de los planetas y cuerpos menores, así como de la certificación de su descubrimiento. Este organismo también se encarga de asignar la numeración y los nombres a estos objetos. La base de datos de asteroides y cometas que el MPC mantiene, se nutre de los informes astrométricos procedentes de observatorios de todo el mundo, muchos de ellos de aficionados. El estándar requerido para el MPC son los siguientes:

- Reloj de la PC sincronizado con un reloj atómico que nos dé la hora UTC exacta.
- Una escala en nuestras imágenes lo más cercana posible a  $2''/\text{píxel}$ , para que el error en las medidas no llegue a  $1''$ . Como vimos la precisión aumenta aun más con el número de imágenes, lo que se aplica también a imágenes a color.
- Un programa que tenga acceso a las efemérides de los cuerpos menores del MPC. **Orbitas (pag 290)**
- Un programa para realizar las medidas astrométricas a partir de las imágenes. En nuestro caso **Iris y Astroart**.
- Un programa con catálogos de coordenadas para las estrellas de calibración. **USNO-A2.015 o GSC14**.
- Conexión a Internet para obtener las efemérides del MPC y enviar las medidas astrométricas una vez obtenidas.

Para que el MPC acepte y tenga en cuenta nuestras medidas astrométricas, debemos poseer el código MPC. Para obtenerlo debemos contar además de los requisitos mencionados, con el de que todas las observaciones astrométricas las realicemos desde la misma ubicación. Por lo que para mayor comodidad nuestro telescopio debería estar fijo. Dichas medidas deben ser enviadas en un formato especial, llamado **Formato MPC** (nuestras medidas no serán tomadas en cuenta si son enviadas en cualquier otro formato o si contienen errores). Este formato se muestra abajo:

**COD XXX**

**CON S. Lahuerta, Observatorio Manises, 39° 29' 36" N, 00° 27' 56" W, 60 m.**

**CON [luisiana@ctv.es]**

**OBS S. Lahuerta, L. Lahuerta**

**MEA S. Lahuerta, L. Lahuerta**

**ACK MPC Report 1**

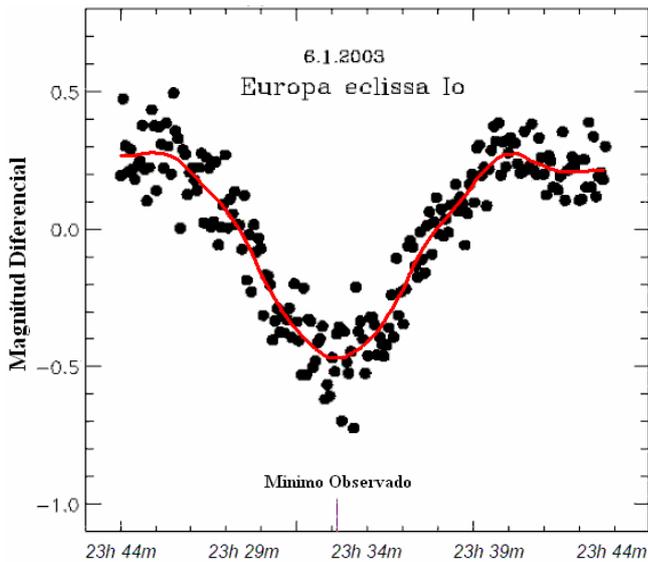
**TEL 0.25-m f/5.3 S/C + CCD**

**COM Reduction done using Charon**

**NET GSC-ACT**

En cuanto a la fotometría, podemos enviarla a varias organizaciones. La más importante de ellas **AAVSO**, recibe desde Febrero de 2012 medidas realizadas con cámaras DSLR o cualquier CCD a color que cumpla con los siguientes requisitos:

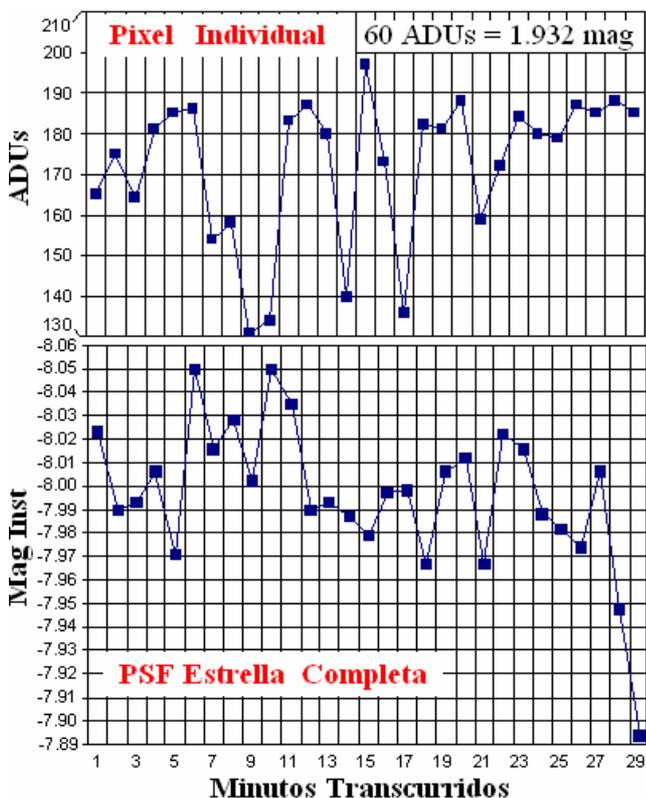
- Que produzca imágenes en formato **RAW**.
- Que Permita un **Enfoque Manual**.
- Que permita seleccionar el tiempo de exposición (varios segundos) y la velocidad del obturador.
- Un campo de visión suficiente para incluir en la misma imagen la estrella variable y las estrellas de comparación.
- Usar imágenes que adicionadas alcancen un rango dinámico de unos 12 bits (4096 o más niveles), para una webcam con sensor de 8 bits (256 Niveles o ADUS), pero tomando en cuenta que el rango de linealidad es 210 ADUs, ( $4096 / 210 = 19.504$ . Imágenes adicionadas).
- Yo incluiría **Ganancia y Gamma en Mínimo**, para aprovechar el rango dinámico completo y no digitalizar el ruido.
- Un software para realizar las medidas fotométricas (**Astroart, Iris, Teleauto**, etc).
- Herramienta para transformar las magnitudes instrumentales a los valores Absolutos **BVRIZ (RGB FotoCale)**.



La curva de luz derecha, fue la primera que pude ver obtenida con una webcam, fue elaborada por **Giuseppe Marino, Fabio Selvaggio y Emilio Lo Savio** del **Gruppo Astrofili Catanesi**, y publicada en su trabajo **PHEMU: registrarli con la webcam, Le Stelle N. 6** (abril 2003), pag. 86, Gruppo Astrofili Catanesi. Se trata de un eclipse entre las lunas de Júpiter ocurrido el 6 de Enero de 2003, donde Io es eclipsado por Europa. Ellos usaron una Webcam **Philips Toucam Pro** montada en un Schmidt-Cassegrain de 203 mm y 2000 mm de focal f/10 (la cámara no estaba modificada para larga exposición ni a modo RAW, y fue configurada a B/N). Las capturas las realizaron con Iris en formato FITS, efectuando una toma cada 5 seg, con tiempos de exposición de 1/25 seg a mínima ganancia. Las imágenes no fueron adicionadas en grupos para realizar las medidas, lo que produce una dispersión de  $\sim 0.35$  mag. Esta se reduce a menos de 0.05 mag con la línea de ajuste media movil. La curva evidencia una menor inclinación durante la fase más débil, mostrando una simetría casi perfecta en relación con el mínimo.

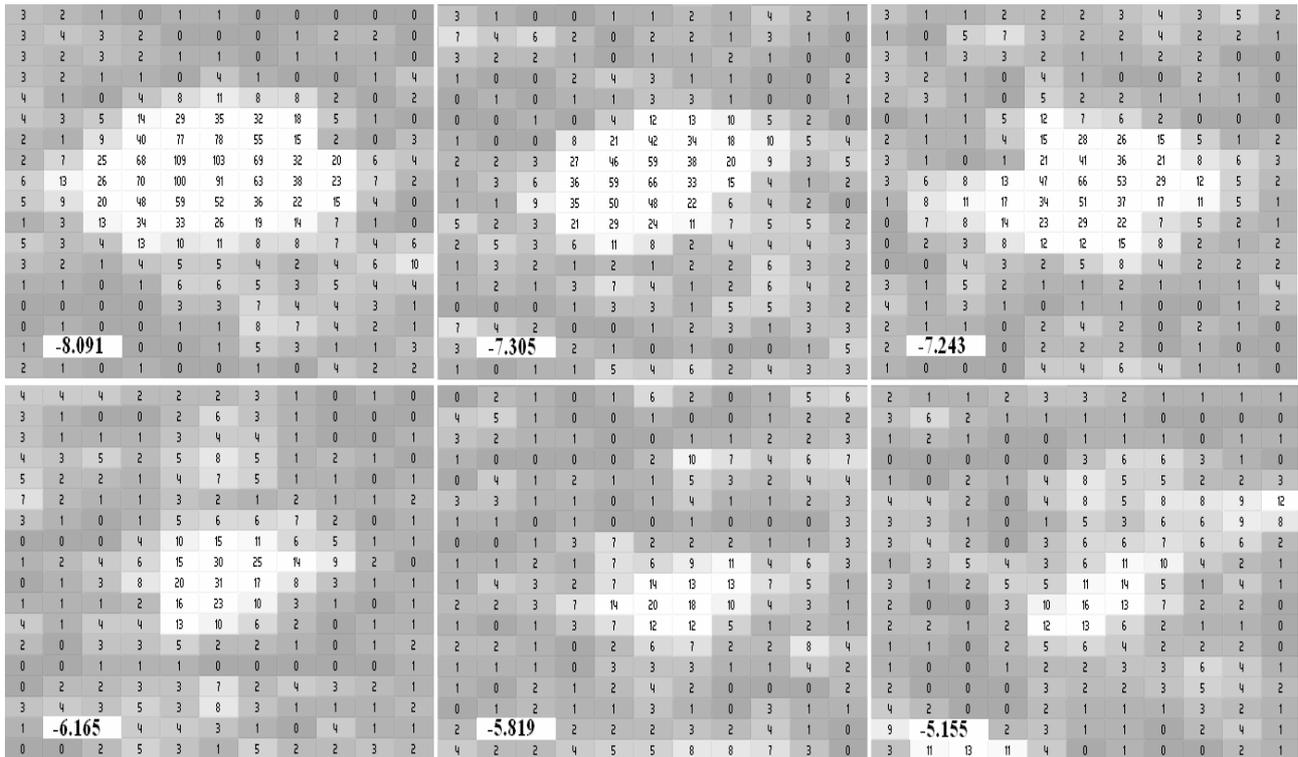
En la pag 56 del trabajo [Astrofotografía Óptica e IR con Webcam CCD a Color en Modo RAW](#), se demostro como en una imagen individual de una webcam de 8 bit en modo RAW, con pretratamiento, una diferencia en el flujo luminoso de  $0.1106$  mag en un píxel individual equivale a  $2.06122$  ADUs, o  $\approx (0.0489$  mag / ADU). Este valor se comprobo con otra prueba (tabla derecha), donde se dividió la diferencia en las magnitudes del catalogo, entre la diferencia en ADUs, para los pixeles individuales de pares de estrellas de brillo conocido en la misma imagen individual dentro del rango de linealidad. Para evitar el factor de perdida por antiblooming, se establecio el valor promedio usando solo estrellas con poca separación en brillo, el resultado es similar al anterior  $\sim 0.02745$  mag. En las DSLR de 12 bits este valor disminuye a  $\sim 0.0013$  mag.

ADUs	Mag V	Dif ADUs	Dif Mag V	Mag / ADU
50	8.772	37	-1.037	-0.0280
66	8.461	34	-0.764	-0.0225
150	7.580	18	-0.491	-0.0273
78	8.200	6	-0.192	-0.0320

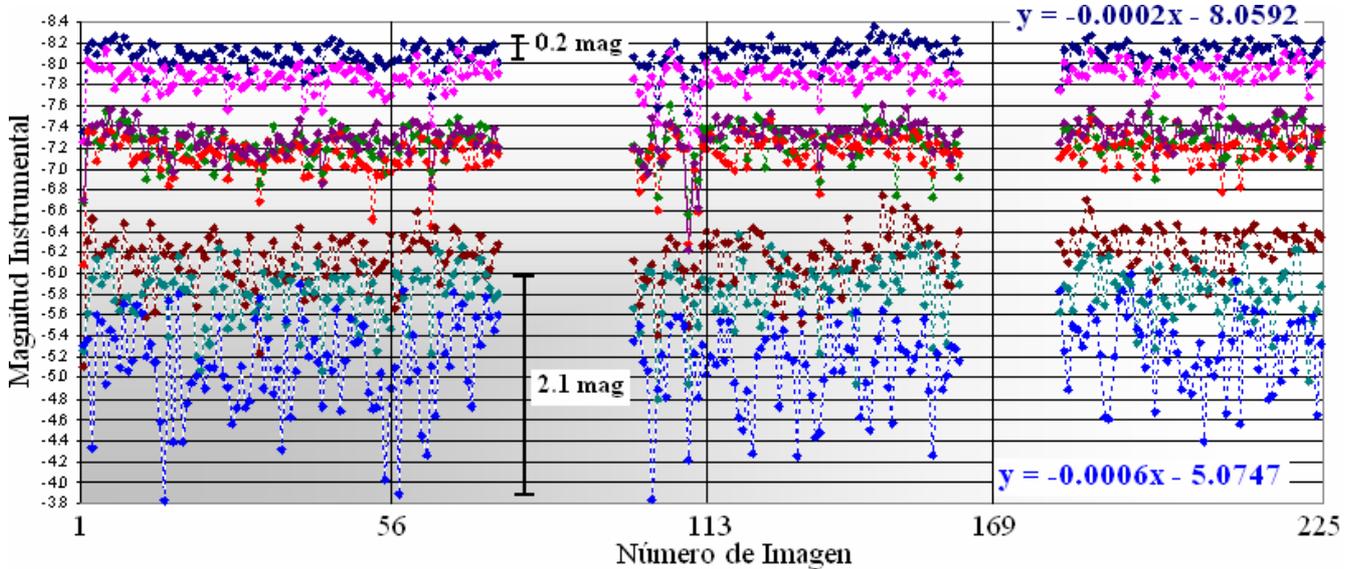


Dicho valor es aplicable al brillo de una estrella cuya PSF ocupara hipotéticamente 1 píxel. En este caso las variaciones típicas de 10 a 30 ADUs ocasionadas por el seeing y el jittering, representan de 0.2745 a 0.8235 mag, como lo muestra la grafica izquierda de las variaciones en el píxel mas brillante de la PSF de la estrella naranja de brillo fijo V160, de mag V = 9.710 (B-V 1.38), en la nebulosa M8 a lo largo de 30 minutos. Estas variaciones pueden llegar ocasionalmente a ser de hasta 60 ADUs  $\approx 1.93$  mag. Pero a medida que las imagenes estelares ocupan más pixeles, las variaciones en los pixeles individuales influyen menos en el flujo integrado total, y la adición de los valores redondeados hacia arriba y/o hacia abajo por el conversor A/D, compensa en gran medida los valores de la PSF reconstruidos por interpolación. Esto lo muestra la grafica inferior donde para la misma estrella, se toma en cuenta todos los pixeles de la PSF, las variaciones en el flujo se reducen a  $\sim 0.08$  mag.

Para cuantificar esto se muestran las siguientes 6 imágenes con estrellas de brillo fijo en el canal B, usadas para medir las variaciones en sus PSFs completas de una imagen a otra. Estas son de una secuencia de subexposiciones de 3 segundos del cúmulo M67. La magnitud instrumental se muestra en la parte inferior izquierda de cada PSF. Se puede ver como el patrón luminoso en torno al fotocentro esta muy bien definido para las estrellas más brillantes haciendose progresivamente menos definido para las de menor brillo.



La grafica inferior muestra las variaciones en la magnitud instrumental del canal B en función de cada imagen de la secuencia para las 8 estrellas usadas. Las estrellas mas brillantes (que ocupan mayor area), presentan baja dispersiones en los valores de una imagen a otra, solo 0.2 mag, con valores maximos de 0.4 mag, similares a la curva de luz del evento mutuo en los satelites de Júpiter, mientras que las mas debiles presentan variaciones de 1 mag, pudiendo alcanzar hasta 2.1.

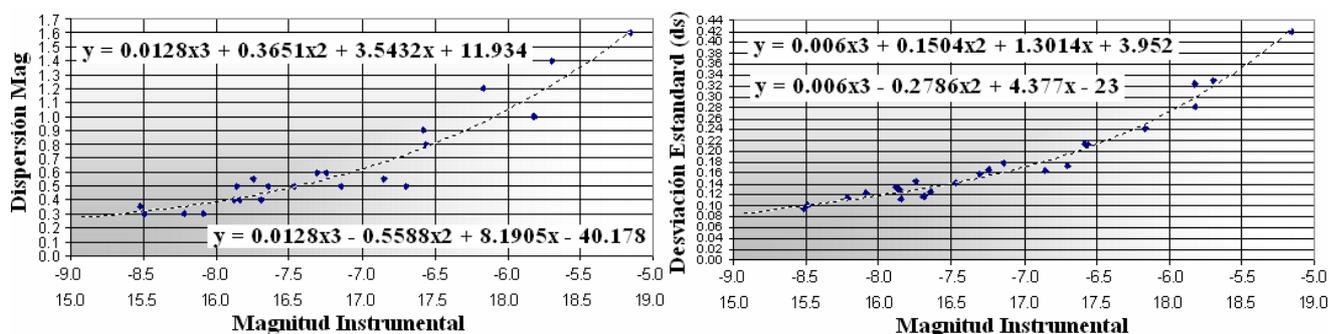


Para las 8 estrellas usadas, se calculo en los 3 canales la tendencia al abrigantamiento por hacerse menor la masa de aire en el transcurso de la secuencia, lo que se muestra para la estrella más debil y para la más brillante. Esto se corrigió según:

$$\text{Mag Instrumental Corregida} = \text{Mag Instrumental} - (-0.0002 * \text{Numero de Imagen} - 8.0592)$$

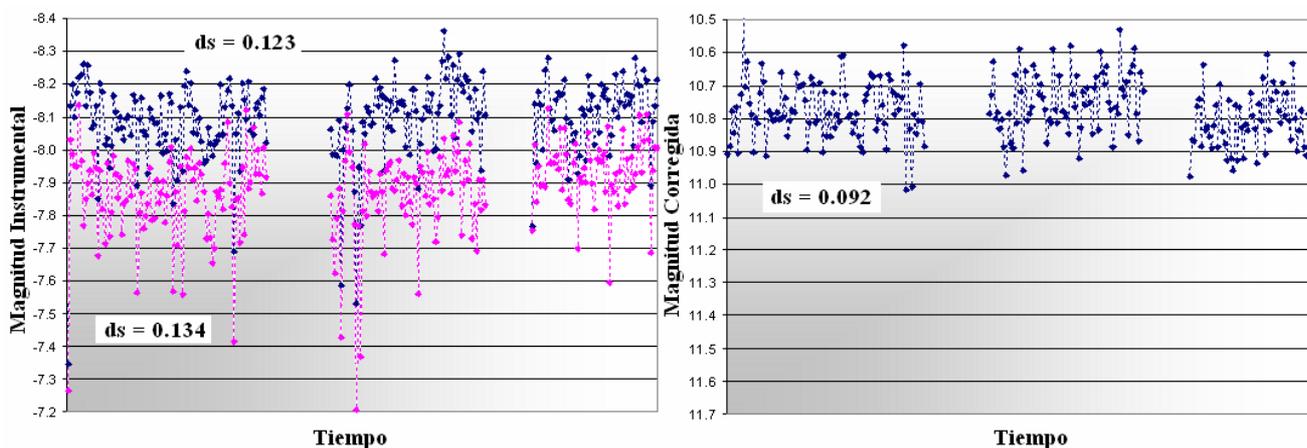
De este modo se excluyo en la prueba, el debilitamiento del brillo de la estrella por la extinción atmosferica, lo que deja solo los efectos del seeing y del desplazamiento del patrón luminoso alrededor del fotocentro sobre la estructura CFA, que

como se ha dicho, influye en la reconstrucción de la imagen y en la dispersión del flujo registrado. De los valores obtenidos se determinaron las variaciones maximas de una imagen a otra y la desviación estándar para cada una de las 8 estrellas. Esto produjo dos graficas de estos valores en función de la magnitud instrumental. Como los resultados fueron prácticamente identicos para los tres canales, se usaron los valores en todos los canales para calcular las relaciones.



Podemos ver así que en la fotometria de objetos puntuales con buena señal y perfectamente enfocados en imágenes individuales corregidas con pretratamiento, los valores maximos de dispersión son de 0.3 a 0.4 mag, con valores típicos de 0.2 mag. De esto se concluye que cada vez que los pixeles que forma la PSF se duplican, se reduce a la mitad estas variaciones, para la estrella mas debil en la imagen su fotocentro ocupa 8 pixeles y las variaciones son de 1.6 mag, al duplicarse la PSF 16 pixeles estas se reducen a 0.8 mag, y al volverse a duplicar a 32 pixeles esta se reduce a 0.4 mag, un valor similar a la PSF de la estrella mas brillante que ocupa 44 pixeles y cuyas variaciones son de entre 0.3 a 0.4 mag, y puede seguir disminuyendo si desenfocamos las estrellas para ocupar mayor area, como se vera mas adelante.

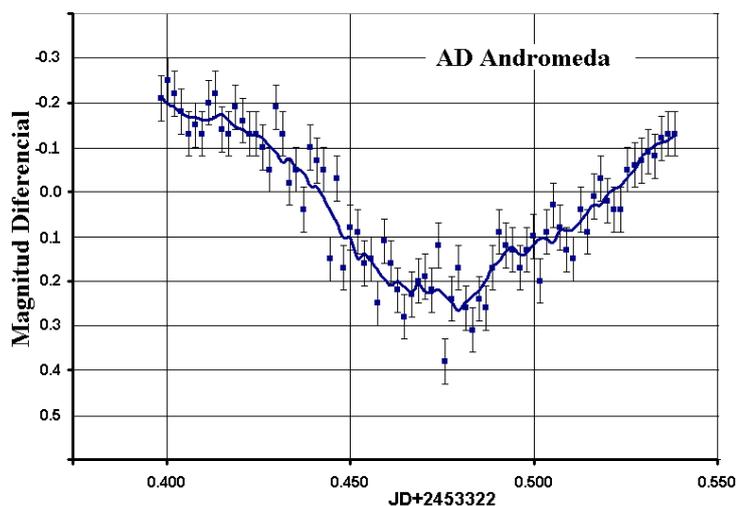
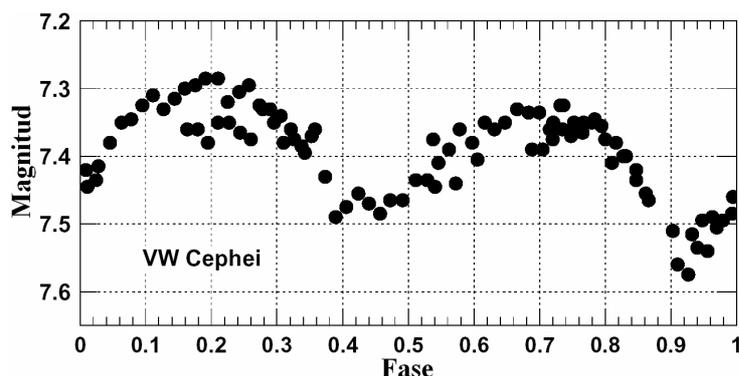
Cuando se corrige el brillo del objeto en estudio usando una estrella de comparación (como se explica en la [pag 56](#)), además de eliminarse la pendiente por extinción, se minimizan los efectos de la turbulencia atmosferica, disminuyendose mas la dispersión. Esto se muestra en el ejemplo inferior, donde se corrigió el brillo de la estrella mas brillante mostrada en la grafica de la pagina anterior, usando la segunda estrella mas brillante (la leyenda de colores es la misma), los valores extremos de dispersión han desaparecido, lo que hace disminuir la desviación estándar (en este caso paso de 0.123 a 0.092), aunque si realiza esta corrección usando una estrella mas debil que la estrella a corregir, se estaria estableciendo el patrón de turbulencia con una estrella con mayor dispersión, lo añadiría esta dispersión a las medidas del objeto en estudio.



Tengase en cuenta que la incertidumbre aquí representada, es en relación al valor de una imagen a otra, si se tomara en relacion al brillo promedio (que es su brillo real del objeto), la incertidumbre se reduce a la mitad, sin embargo se ha hecho de este modo porque valores alejados hacia arriba y hacia abajo del valor promedio aumenta el ancho total de la curva de luz. **John E. Hoot** en 2009, también realizo un trabajo interesante acerca de esto en cámaras DSLR en el rango de 2.5 mag.

Otro metodo para reducir la dispersión, es adicionar varias imágenes para realizar las medidas, esta se reduce a la mitad cada vez que duplicamos en número de imagenes. En la siguiente curva de luz, se adicionaron varias imágenes para cada medida, estando la cámara solo modificada para larga exposición, pero no a modo RAW, y sin filtro de corte IR.

La curva en cuestion es de la variable eclipsante **VW Cephei**, obtenida en 2003 por el polaco **Grzegorz Koralewski**, usando una webcam **Vesta Pro** acoplada a un lente de solo 50 mm de diámetro y 100 mm de distancia focal ( $f_2$ ), para obtener un campo de  $4^\circ$ . Se comprueba como la dispersión de  $\sim 0.18$  mag es menor que la mostrada por curva anterior del eclipse de Io donde no hubo adición de imágenes. Se distinguen perfectamente los dos mínimos, cuya amplitud en sus puntos mas extremos es de 0.3 mag. ¡Una amplitud menor que la propia dispersión de la curva anterior del PHEMU!

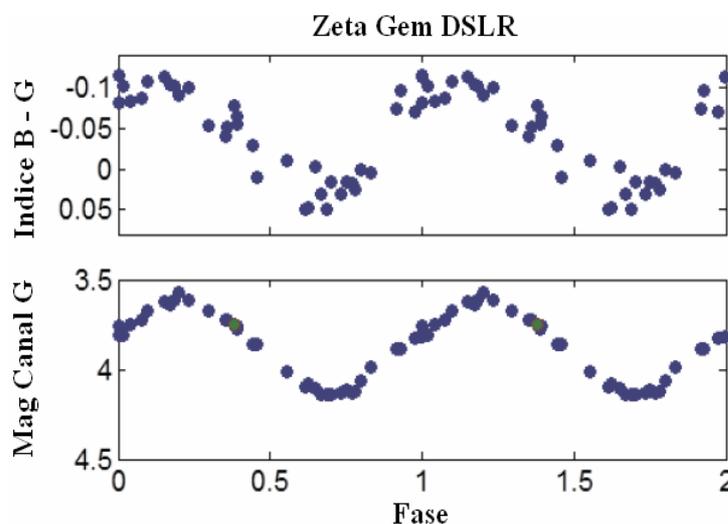


La curva izquierda es de **AD Andromedae** de 11.1 mag obtenida entre el 12/13 de Noviembre de 2004 por **Robin Leadbeater** usando una webcam Vesta a la que se le sustituyo el sensor por uno monocromo montada en un reflector VC200L f7. El mínimo secundario fue registrado durante 3.5 horas en 1533 imágenes de 7 seg adicionadas en lotes de 20, para representar 75 puntos. (Se uso un filtro de corte IR y un filtro verde para minimizar los efectos de las diferencia de color entre la variable y la estrella de control). La dispersión de  $\sim 0.19$  mag se reduce a  $\sim 0.02$  mag en la línea de ajuste mediamovil de 6 periodos (15 min). La caída observada en el brillo fue de 0.45 mag, pero el eclipse ya había comenzado cuando se inicio la observación. El mínimo secundario fue a JD 2453322.48, aprox 30 minutos antes de la hora prevista por las efemérides del BHO.

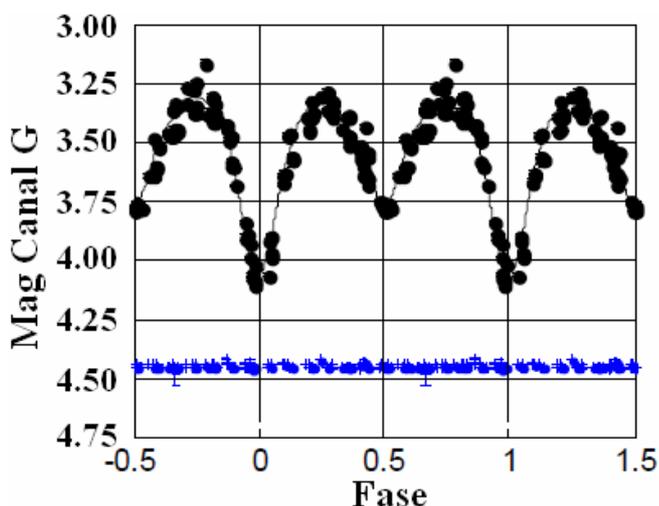
Inspirado en las curvas de binarias de estos autores, **Kevin Alton** también había logrado con una webcam SAC-7 de 8 bit montada en un  $8''/f10$ , precisiones de entre 0.03 y 0.05 mag para estrellas tan debiles como mag 13.5, adicionando entre 12 y 36 imágenes para cada medida. El uso un filtro V Johnson en la cámara y la configuración para capturar en monocromo en un intento de conseguir una respuesta similar a la banda V Johnson. Del mismo modo, **Des Loughne**, un autor que realiza fotometria de binarias eclipsantes usando una Reflex DSLR, obtiene curvas que presentan una dispersión similar a las dos anteriores 0.02 mag, calibrando fotometricamente y trabajando en Formato RAW. Este autor ha elaborado curvas de luz de estrellas con amplitudes menores a 0.2 mag. Si la precisión es muy importante, el recomienda que pueden ser necesarias adicionar hasta 50 imágenes, con una relación señal-ruido (SNR) mayor a 100.

A la derecha vemos la curva de luz de la variable Cefeida, **Zeta Geminorum** (período de 10.15 días), elaborada en 2009 por el **Dr. Donald F. Collins** y **Anesh Prasai** de una secuencia de imágenes a ISO 800 y 15 seg de exposición, usando la cámara DSLR **Canon XTi**, en formato RAW, con un lente de 55 mm de distancia focal ( $f/5.6$ ). Luego del pretratamiento, se adicionaron la imágenes en grupos de 11, y después de separar los canales RGB se realizaron las mediciones. La dispersión en las medidas es al igual que en la anterior  $\sim 0.025$  mag, la curva superior B-G, muestra que se hace mas azul en el maximo, es decir que aumenta mas de brillo en B que en G.

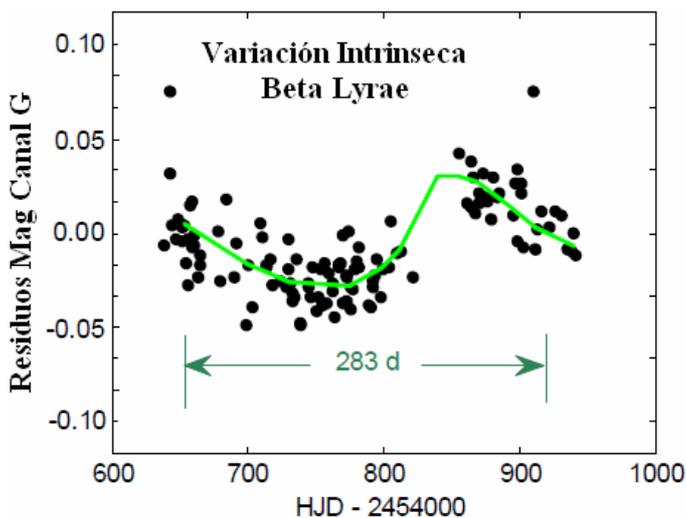
Usando el mismo equipo configuración y metodología, estos autores realizaron medidas de brillo de la estrella **Sheliak** o **Beta de Lyrae** de



3.3 mag (curva de luz inferior izquierda), esta es una binaria eclipsante con caídas de brillo en V para los eclipses primario y secundario, de 1.0 y 0.4 mag respectivamente, (es importante destacar que las caídas de brillo en R son 0.2 mag menos profundas, lo que revela que el sistema es mas rojo en los mínimos). La curva con los eclipses regulares se obtuvo usando

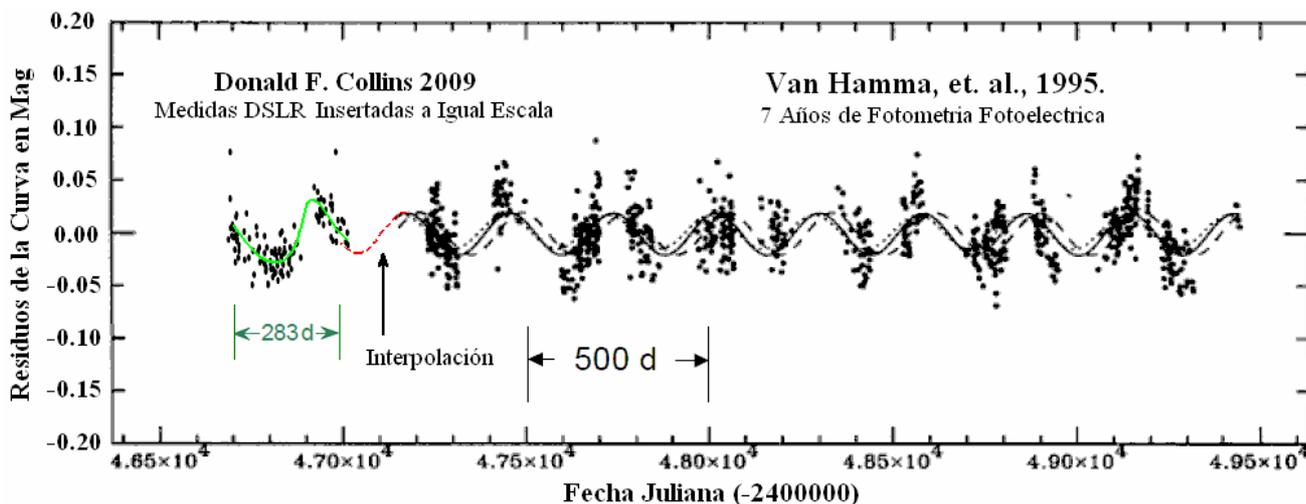


el periodo de 12.913780 días  $\pm$  0.000003872 días calculado por Harmanec et . al. (1995). Esta muestra una dispersión de  $\sim$  16 % de la amplitud, lo cual no es logico esperar con el grado de precisión alcanzado. Esta dispersión es causada por una variabilidad intrínseca, la cual Van Hamme et. al. (1995), le habia establecido un periodo de 283 días, haciendo fotometria fotoeléctrica durante 7 años con un tele de 30 cm.



Esta variación era lo que querian registrar los autores con la DSLR, al realizar medidas desde finales de Junio de 2008 hasta finales de abril de 2009 (127 observaciones). Luego de sustraer a cada medida, la magnitud media de la estrella, con los residuos se genero la curva derecha en verde que se trazo visualmente metodo "eye-ball".

La gráfica inferior muestra superpuesta a las medidas fotoeléctricas de Van Hamme (1995), las medidas de Donald F. Collins DSLR + Lente 55 mm. Las líneas sinusoidales que atraviesan los datos, son los ajustes de fourier que establecen el ciclo en 283 días para su variación intrínseca. Una interpolación entre esta y los datos DSLR, muestra la coincidencia. Se puede ver incluso que la dispersión en las medidas DSLR  $\sim$  0.035 mag, son algo menores a las de las medidas fotoelectricas.



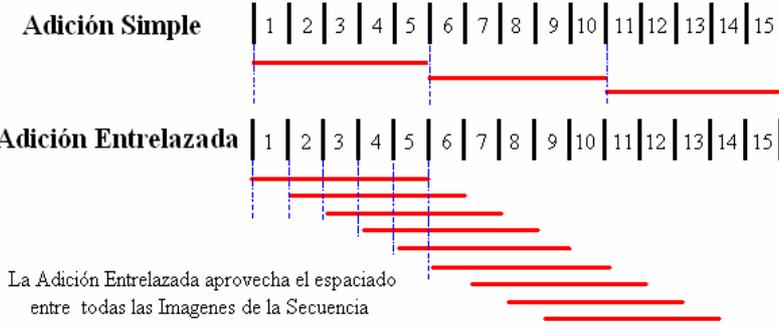
Si esta variación intrínseca se debe a la estrella primaria, a la secundaria, a un disco de acreción, o a un tercer componente (estrella o planeta grande), se determina del estudio de la profundidad y forma de los mínimos, así como del aumento o disminución del periodo del sistema, temas que se explicaran en el apartado **Binarias Eclipsantes**. El ejemplo es solo para mostrar que la precisión alcanzada con fotometria usando cámaras CCD RGB en modo RAW y adicionados por lotes, es comparable a la fotometria fotoelectronica realizada usando un telescopio de mayor abertura. Algunos autores como **Littlefield (2010)**, **Guyon y Martinache (2011)**, **Fiacconi y Tinelli (2009)** han alcanzado incluso errores de solo 0.01 mag.

Si vamos a realizar medidas fotometricas en una imagen individual, la adición de la secuencia de imágenes es la misma que la explicada en el manual anterior, pero si vamos a trabajar con muchas medidas para obtener curvas de luz como las que se han mostrado, la adición debe cambiar substancialmente y puede realizarse según dos metodos: simple o entrelazado.

El método simple ha sido el usado en las curvas anteriores. Por ejemplo: se adicionan 5 imágenes, luego las 5 siguientes, es decir: 1, 2, 3, 4, 5, -> 6, 7, 8, 9, 10, etc. El modo entrelazado es una adaptación del ajuste de regresión media movil central (ver pag 11), donde los grupos de 5 imágenes los adicionamos 1, 2, 3, 4, 5, -> 2, 3, 4, 5, 6, -> 3, 4, 5, 6, 7, etc. En este, al igual que en la media movil, a medida que usamos mas medidas o (periodos) para cada grupo, es mayor el suavizado de los cambios a corto plazo, favoreciendose los cambios lentos.

Así que como a mayor cantidad de imágenes adicionadas, mayor aplanado de la curva de luz; de no tomar en cuenta las variaciones a corto plazo del objeto (si este las posee), podriamos reducir su verdadera amplitud.

El tratamiento estadístico del tiempo tambien es el mismo que en la media movil, los tiempos centrales de cada grupo son el promedio de las fechas de cada imagen del apilado, lo que posibilita tratar casos donde se han eliminado imágenes defectuosas o de baja calidad. Por ejemplo, si adicionamos una secuencia en grupos de 6 imágenes, y en un tramo hemos eliminado tres imágenes **XXX**, el brillo de los objetos en estas no formara parte del apilado, así que la adición de este grupo, tendra influencia solo del brillo de las estrellas en las imágenes presentes, cuyo momento central corresponde al asterisco azul, si se usara el momento entre la primera y ultima imagen, el tiempo central hubiese correspondido al asterisco rojo, falseandose el valor porque equivaldría a estar adicionando 9 imágenes con centro en la quinta (5) imagen.



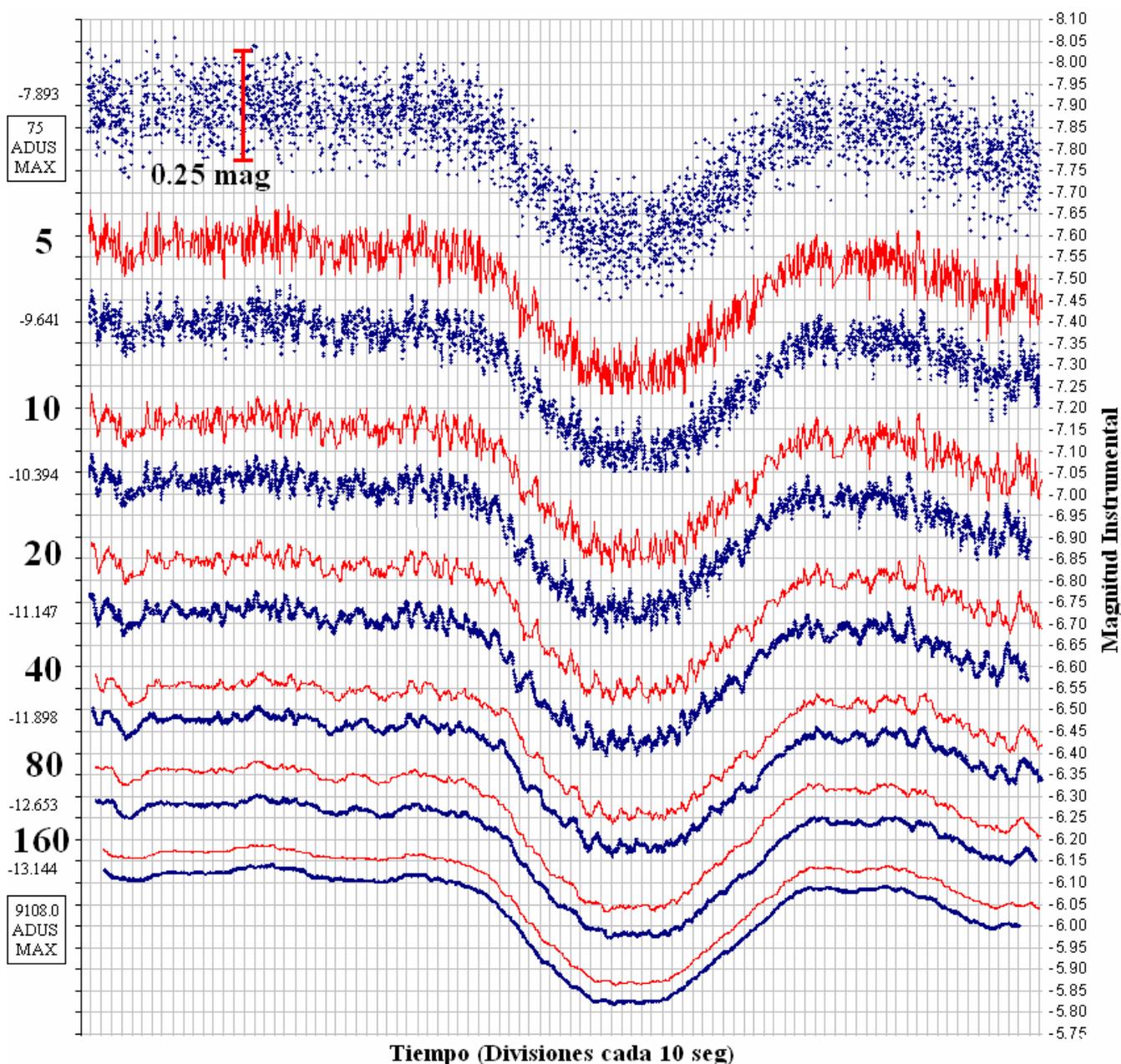
Entonces, la cantidad de imágenes a ser apiladas en cada lote, esta determinada en primer lugar, por el brillo del objeto en estudio, y en segundo lugar, por la rapidez de sus variaciones luminosas; a una misma ganancia, un objeto debil necesita mas tiempo de exposición que uno brillante para recoger una señal aceptable que ofrezca la menor dispersión (pag 20-21). Este hecho condiciona la resolución temporal con la cual podemos cubrir sus variaciones. Por ejemplo, los transitos entre los satelites de Júpiter PHEMU, requieren resoluciones temporales muy altas por a la rapidez del evento, pero como estos son brillantes, subexposiciones de 0.2 seg (5 fps) son suficientes, ya que la adición de muchas imágenes cortas producen un tiempo integrado que sigue siendo corto, maneniendose una buena resolución temporal. Pero si sus brillos fuesen menores, seria necesario, o aumentar el tiempo de exposición (perdiendose resolución temporal aunque usemos el entrelazado al minimo), o aumentar la cantidad de imágenes en cada apilado (lo que aplanada demasiado las variaciones a corto plazo). Si el objeto es debil, pero las variaciones son lentas ~ 2 horas, como el TrES-1 mostrado en la pag 31, un mayor tiempo en las subexposiciones no afectara la resolución temporal, pero una DScuti con este mismo periodo en el limite de nuestro equipo, necesitaria aun mayor tiempo de exposición para su registro en las imágenes individuales ~ 2 o 3 minutos, y el apilado de estas haria muy largo el tiempo total perdiendose resolución temporal, en este caso lotes de 10 imágenes producirían 20 a 30 minutos por punto, y el unico factor que permitiria mantener la resolución temporal de 2 o 3 minutos de las subexposiciones, seria un espaciado minimo en el entrelazado de los lotes, esto permitiria cubrir sin problemas la curva, pero produciendo un suavizado importante en las variaciones a corto plazo. Entonces el hecho de intentar alcanzar la presicion de las CCD profesionales con lotes de imágenes, nos impone considerar el brillo del objeto y la rapidez de sus variaciones para establecer la exposición de las tomas individuales. El protocolo para aplicar este método en la pag 114.

Para ilustrar todo esto, supongamos que adicionamos 5 imágenes, la señal del objeto aumentaria 5 veces, este incremento en magnitudes se obtiene con la formula:  $\text{mag} = 2.5 * \text{Log L}$ , donde 2.5 por el logaritmo del brillo:  $2.5 * \text{Log}(5) = 1.748$  mag mas brillante que en las imágenes individuales, si aumentamos a 10 imágenes, aumenta en 2.5 mag, 20 imágenes aumenta en 3.25 mag, 40 imágenes en 4 mag, 80 imágenes en 4.75 mag, y 160 imágenes en 5.51 mag. Estos valores los podemos corroborar con las siguientes curvas de luz, donde los valores mostrados en azul, son medidas que se han

realizado en lotes de imágenes apiladas con la cantidad de sub-exposiciones mencionadas. Las diferencias entre las magnitudes instrumentales promedio del objeto en las subexposiciones en el tramo inicial, y las magnitudes instrumentales promedio del mismo tramo en los imágenes apiladas, corresponden exactamente a los valores anteriores:  $-7.893 - (-9.641) = 1.748$ ,  $-7.893 - (-10.394) = 2.501$ ,  $-7.893 - (-11.147) = 3.254$ , etc. Aquí el efecto del antiblooming no afecta porque el aumento en magnitud se debe a la adición de imágenes, y no a tiempo de exposición, lo no modifica la tasa de drenado.

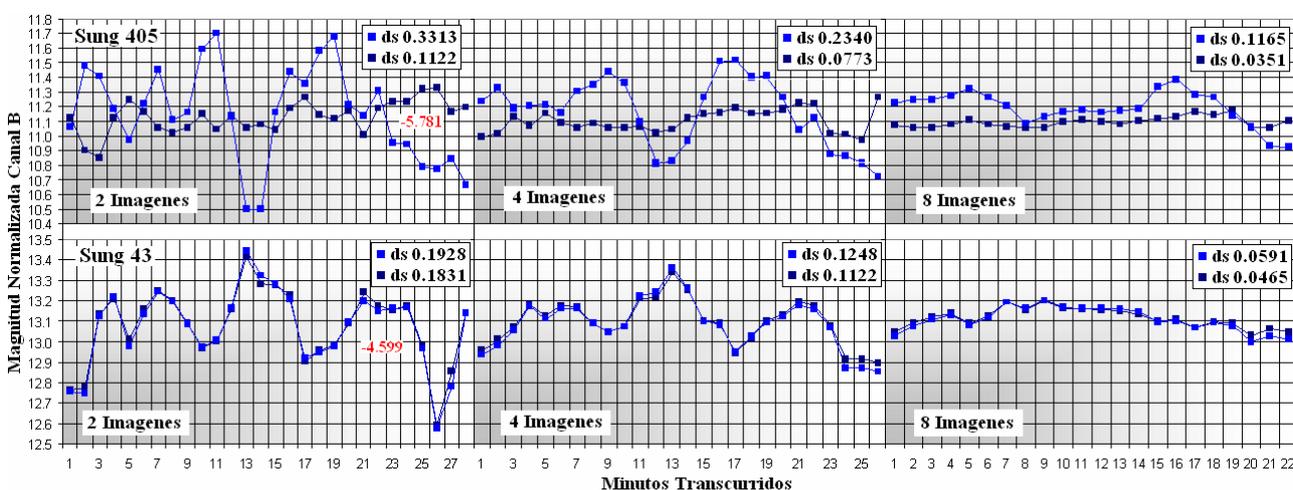
Las líneas rojas son los ajustes de regresión media móvil central, usando como periodos las mismas cantidades adicionadas en los lotes anteriores, es decir: 5, 10, 20, 40, 80 y 160 periodos. Las curvas son practicamente identicas con ambos metodos, pero la magnitud media de los tramos iniciales muestran en las medias móviles el mismo valor que el promedio de las medidas individuales  $-7.893$ , porque no hay un incremento real de señal, esto desfavorece a los objetos un poco mas debiles, donde es preferible adicionar por lotes para minimizar la dispersión. Para mostrar esto se muestran 6 nuevas curvas

### Ocultación de Europa por Ganimedes del 12 de Mayo de 2015 a las 20:40:49 HLV



las tres primeras corresponden a una estrella de brillo fijo cuya magnitud instrumental en las imágenes individuales fue de **-5.781 mag** (2.112 mag mas debil que el objeto de las curvas anteriores), la adición de 4 imágenes de estas aumenta su señal a la que tendría un objeto en las imágenes individuales con  $-5.781 - 1.505 = -7.286 \text{ mag}$ , pero la relación señal/ruido en estos lotes es mejor, porque el brillo de fondo sustraído de las medidas es menor y mas uniforme, ya que al duplicarse el número de imágenes, se duplica la señal del objeto, pero la señal del fondo por ser una señal aleatoria, necesita cuatruplicar el número de imágenes para duplicarse. Esto minimiza la dispersión de las medidas en el lote cuyas medidas se muestran en azul claro, para lotes de 8 imágenes la mejora es aun mayor, esta mejora no es evidente en las curvas anteriores donde el objeto es mas brillante. Pero a medida que el objeto se acerca al límite de detección en las subexposiciones, el usar lotes de imágenes no mejora significativamente la dispersión con respecto a las medias móviles obtenidas de los valores individuales, debido a la poca o casi inexistente señal, esto lo vemos en las tres curvas de mas abajo, donde la estrella usada presenta una mag instrumental aun menor **-4.599 mag**. En las 6 curvas los entrelazados fueron a la 2da imagen.

Esta dispersión también se puede ver en sus **Desviación Estándar (ds)**, este parámetro nos da una medida de cuanto se alejan los puntos de datos del valor medio, y permite cuantificar la precisión de los datos. Se calcula sumando los residuos (**ver pag 11**) y dividiéndolos entre la (cantidad de medidas - 1), esto es la **Media Aritmética**, luego a cada valor se le resta esta media y se eleva al cuadrado, la media aritmética de estos valores es la **Varianza**, y la Raíz Cuadrada de esta es la **ds**. Estas las calculamos en Excel usando  $= \text{VAR.S}(\text{celdas con los valores})$ ,  $= \text{DESVEST}(\text{celdas con los valores})$ .



La secuencia usada para producir las curvas anteriores, son de 29 imágenes de 1 min de exposición de la nebulosa M8, obtenida con la misma webcam pero en un refractor de 80 mm. Se usaron estrellas de brillo fijo: Sung 405 y la naranja Sung 43 mag B 11.538 y 13.322 respectivamente, las estrellas de comparación usadas fueron Sung 498 (mag B 10.216) y 47 (mag B 12.084) para la primera, y van Alena 124 (mag B 13.071) para la segunda.

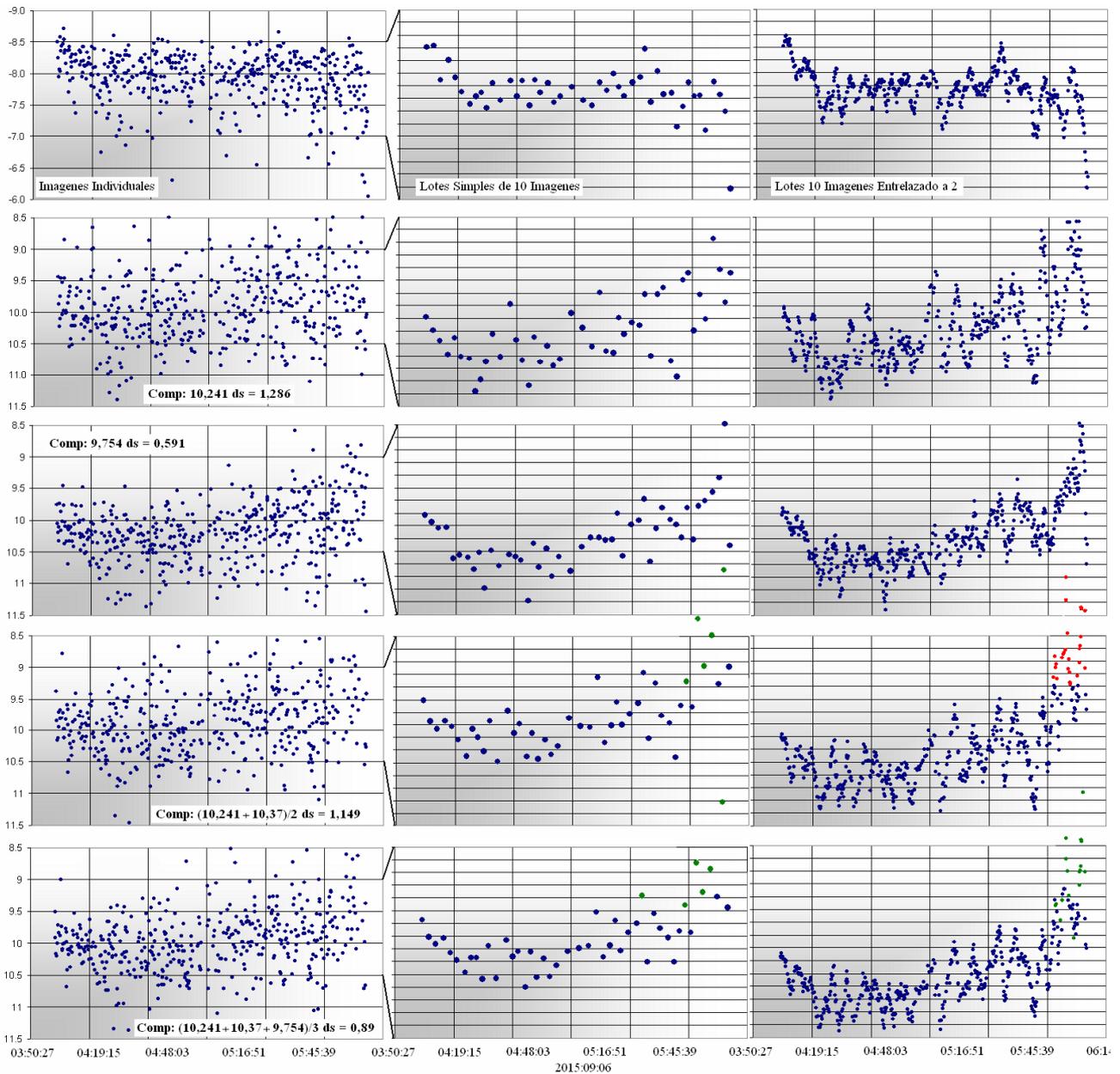
El hecho de haber usado un entrelazado a la segunda imagen, ha sido solo con el fin de presentar los resultados en igualdad de condiciones, pero como veremos si no hay rasgos de pequeña escala en la curva, un entrelazado a la segunda imagen mas bien distorsiona su forma, los mejores resultados se consiguen con una relación entre el 0.5 y 0.77 de la cantidad de imágenes adicionadas, por ejemplo 5 imágenes  $5 * 0.5 = 2.5$ , esto sería un entrelazado a la 3ra imagen, 8 imágenes  $8 * 0.5 = 4$  etc, y  $8 * 0.77 = 6.15$ , o 6 imágenes. Como el entrelazado es una forma avanzada de media móvil, podemos probar con un ajuste de media móvil central antes de redistribuir realmente el muestreo de la señal de las subexposiciones en apilados.

El siguiente ejemplo de la fotometría de un mínimo de la binaria eclipsante OO Aquila, cuyo periodo es de 0.5068 días (12.16 horas), es el caso contrario al del PHEMU mostrado en la pag anterior. En este evento, el cielo presentaba bruma y después del inicio de la captura había incluso neblina en el sitio, solo eran visibles las estrellas mas brillantes del cielo, además la ganancia se ajustó tan alta que el ruido era excesivo. La magnitud de la estrella a lo largo del evento es de 9.5 a 10.2, la señal máxima de sus píxeles en las subexposiciones RAW oscilaba en torno a 72 ADUs, y su mag instrumental en  $R = -8.261$ , es decir que tenía suficiente señal, mas que las del PHEMU del ejemplo anterior, pero con ruido excesivo.

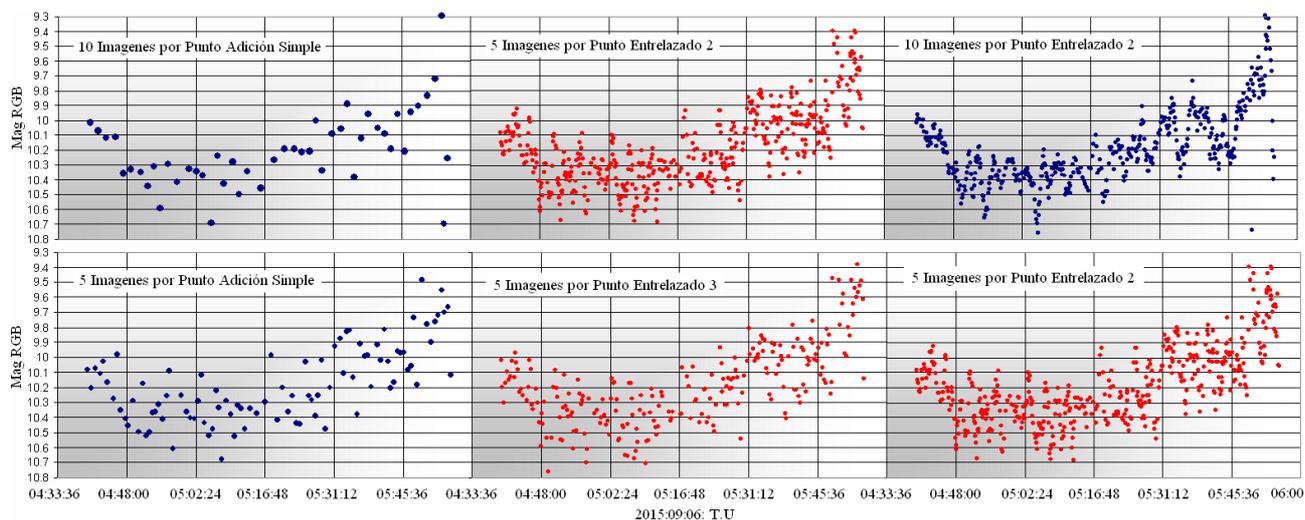
En la página siguiente, las imágenes de la columna izquierda, son las medidas realizadas en las imágenes individuales, en el centro medidas realizadas a lotes simples de 10 imágenes, y a la derecha, medidas en lotes de 10 imágenes entrelazadas a la segunda imagen. La primera fila son las medidas de OO Aql sin corregir la extinción atmosférica con ninguna estrella de

comparación. En la segunda fila se corrigió usando una estrella de  $V = 10,241$ , desapareciendo con esto la tendencia a la caída por extinción. En la tercera fila se corrigió con una estrella de  $V = 9,754$ , por ser la estrella de comparación mas brillante la dispersión disminuye. En la cuarta se uso la combinación de dos estrellas debiles para corregir  $V = 10,241$  y  $10,37$ , la dispersión no es mejor que usando una estrella brillante, pero es menor que usando una sola estrella debil. En la quinta fila se usan tres estrellas para corregir  $V = 10,241$ ,  $9,754$  y  $10,37$ , esto no mejora en relación a usar una sola estrella brillante (vea las ds). Sin embargo, como no siempre se disponen de muchas estrellas de comparación, usar un mayor número de estrellas mejora la estabilidad de la corrección, aunque tendremos que ver cuales producen el mejor resultado.

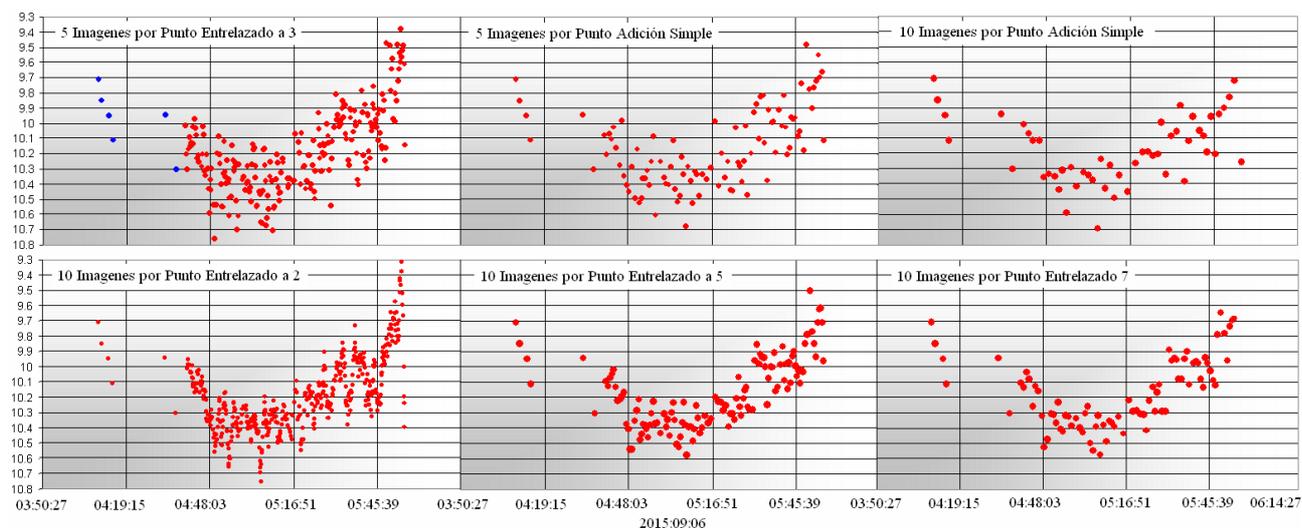
Estas pruebas se realizaron en las imágenes RGB integradas, así que la distinta extinción en el brillo de las estrellas dependiendo de su color no ha sido tomada en cuenta, pero esta se minimiza bastante con el uso de un solo canal. En este sentido, a veces una estrella de comparación genera una pendiente de subida, o de bajada, provocada porque según su color sus valores de extinción atmosférica son distintos, si elegimos ambas, muy posiblemente la pendiente obtenida sea mucho mas plana. Por contra si elegimos una estrella de calibrado de cada color es posible que ambas tendencias casi se anulen.



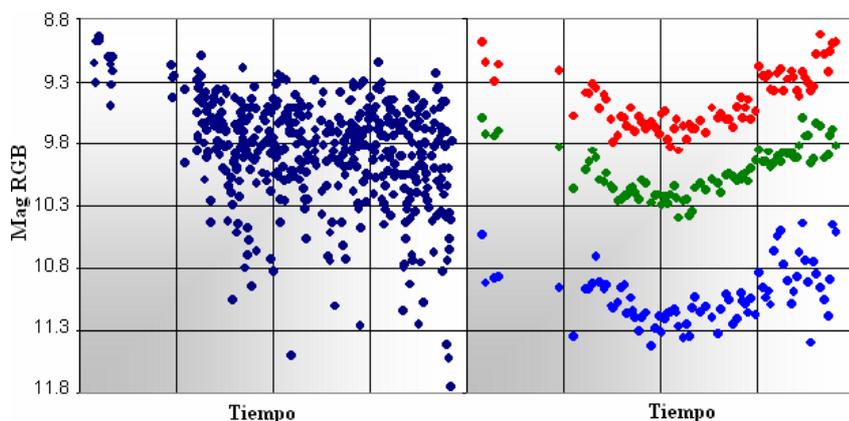
Podemos ver en las columnas de la derecha los picos hacia arriba y hacia abajo ocasionadas porque la dispersión en la adición entrelazada a 2 distorsiona la tendencia real. Para obtener una curva más rica en puntos que en el adición simple, pero sin picos, realizaremos lotes de 5 imágenes con diferentes entrelazados. En las graficas inferiores se compara la secuencia de 10 imágenes adición simple y entrelazadas a 2, comparadas con otras cantidades y diferente entrelazado. La que muestra un mejor aspecto es 5 imágenes entrelazadas a la 3ra imagen, donde se eliminan los picos pero se mantiene una buena cantidad de puntos.



En estas nuevas graficas se muestra la secuencia de lotes de 5 imágenes entrelazadas a la 3ra imagen, pero en ella ahora se han incluido 6 puntos mostrados en azul, son pruebas que se realizaron para establecer el tiempo de exposición optimo cuando el eclipse ya habia comenzado, estos seis lotes de 3, 2, 1, 3, 4, y 2 imágenes cada uno, se procesaron y se agregaron a la secuencia, con ellos tenemos un aspecto mas general de la forma de la caída, tiene mas la forma de una V que la de una U, si comparamos esta nueva grafica con las anteriores. Esto es lo que realmente muestra la caída de una Binaria de contacto de este tipo W Uma, vea sus caídas en [la pag 225](#). Esto nos lleva de nuevo a disminuir la dispersión usando lotes de 10, donde el entrelazado a la 5 o a la 7ma imagen, generan tambien el mejor compromiso con la cantidad de puntos.



la secuencia de 10 imágenes entrelazada a la 7ma imagen, que fue escigida como final, y se le realizo las mediciones dos veces debido a que los fotocentros no eran muy uniformes, y habia mas de una posibilidad de escoger un buen punto central, luego se realizo el tratamiento a cada una y se promediaron los resultados. Cuando la dispersión en importante como en este caso puede hacerse esto hasta 4 veces para una mayor uniformidad estadística.



A la derecha vemos las medidas originales RGB integradas a la izquierda, y a la derecha el resultado de la mejor combinación encontrada de 10 imágenes a un entrelazado a la 7ma imagen, esta secuencia se descompuso posteriormente en los canales RGB y se uso las magnitudes en cada canal para generar las curvas mostradas en los respectivos colores, el canal azul es el que presenta mayor dispersión. Podemos ver que en esta curva se tuvo que trabajar mucho para obtener un resultado aceptable dado las

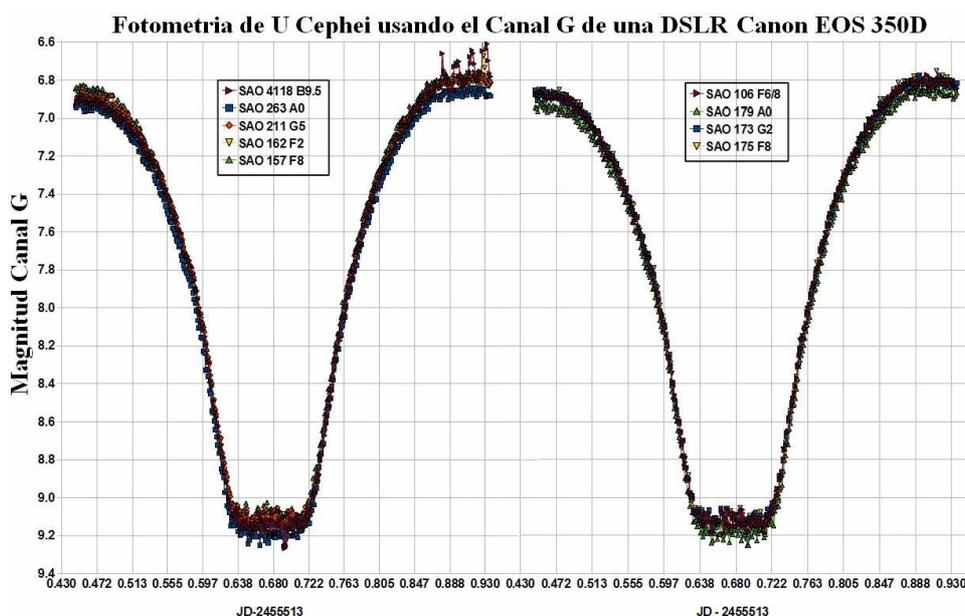
condiciones de observación, si la comparamos con la curva del PHEMU mostrada en el ejemplo anterior, donde ni siquiera se necesitó de estrella de comparación, y solo al final se ve el efecto de la extinción atmosférica. Este es el criterio a considerar, cuanta dispersión se puede aceptar según el trabajo a realizar (amplitud de la variación, duración del evento, cambios de masa de aire y seeing, etc), para considerar si en nuestras condiciones podemos obtener un resultado favorable.

Para minimizar los efectos del centelleo atmosférico, lo mejor es fijar en la medida de lo posible, el tiempo de exposición entre 120 y 180 segundos, ya que como se menciona, cada vez que se multiplica el tiempo de exposición por 4 el centelleo cae a la mitad. En Estrellas brillantes en ningún caso debemos reducir el tiempo de exposición, para no aumentar la dispersión, hay que apelar al desenfoque, tema que será abordado más adelante y que es garantía de un buen muestreo de la estrella, y por ello de un excelente resultado fotométrico.

Es también muy importante probar distintos tamaños de diafragma de medición fotométrica, para afinar el resultado, no conviene quedarse corto ni pasarse en el tamaño, en este ejemplo se usó un radio en 12 13 18 píxeles. Aunque en la [pag 52 - 53](#) se estudia el diámetro óptimo de este, no hay nada mejor como probar y verificar los resultados, sobre todo la desviación estándar y ver como esta se reduce o aumenta tras elegir un tamaño de corona u otro. Al final invirtiendo un poco de tiempo en elegir el número de imágenes en el lote y el entrelazado, las mejores estrellas de calibración, y ajustar la corona al tamaño adecuado, logramos realizar una curva con el mínimo error posible. Siempre teniendo cuidado con las estrellas saturadas y los rayos cósmicos. Así minimizamos la cantidad de pruebas a realizar.

Las cámaras DSLR presentan una dispersión analoga, aunque de menor amplitud, debido por un lado a su mayor profundidad de bits, y por el otro al desenfoque aplicado a esta secuencia con el fin de aumentar la precisión. Esto se aprecia en las curvas de luz derechas de la eclipsante **U Cephei**, cuyas medidas las obtuvo el aficionado norteamericano **Herb Helbig** de 354 imágenes individuales de 30 seg de exposición a intervalos de 2 minutos que capturo la noche del **12/13 de Noviembre de 2010** con una **Canon EOS 350D**

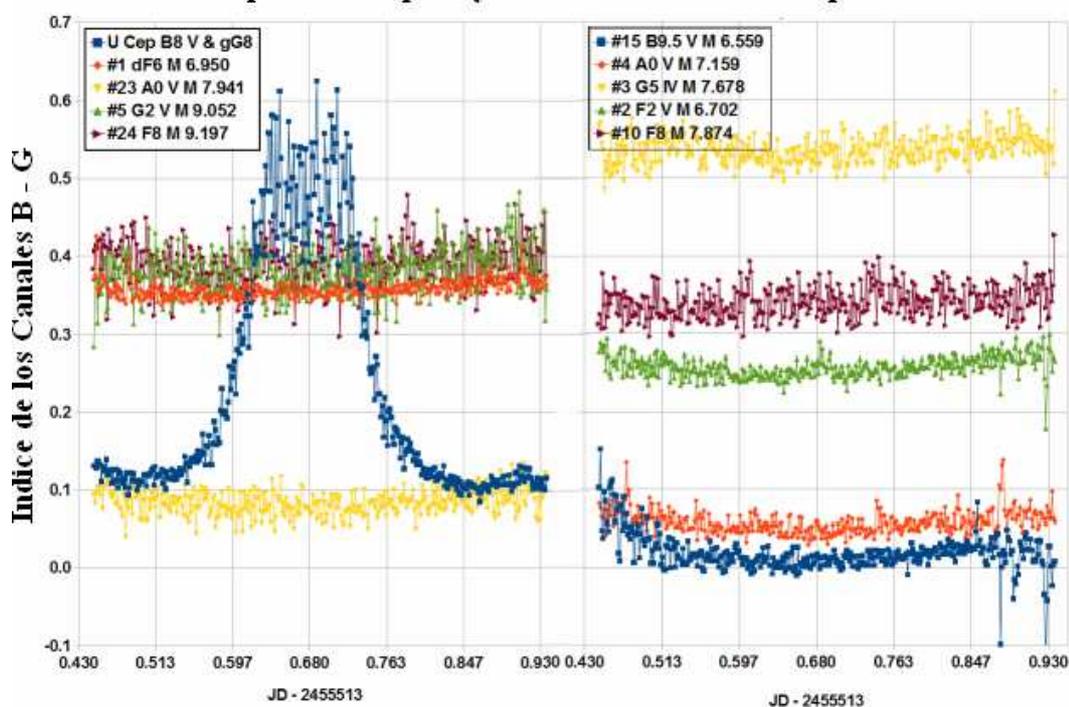
(**Rebel XT**) y lente de 200mm F / 2.8. El canal usado fue G, y se realizó una curva mostrada en diferente color para cada una de las nueve estrellas de comparación usadas en cada ejemplo.



Como los tipos espectrales de cada estrella de comparación son diferentes (ver leyenda), cada una produce un punto cero distinto a causa de sus diferentes distribuciones espectrales, este es un aspecto que se abordara en el proximo apartado, y que es distinto a la ya explicada perdida del antiblooming por diferente taza de drenado para estrellas de diferente brillo.

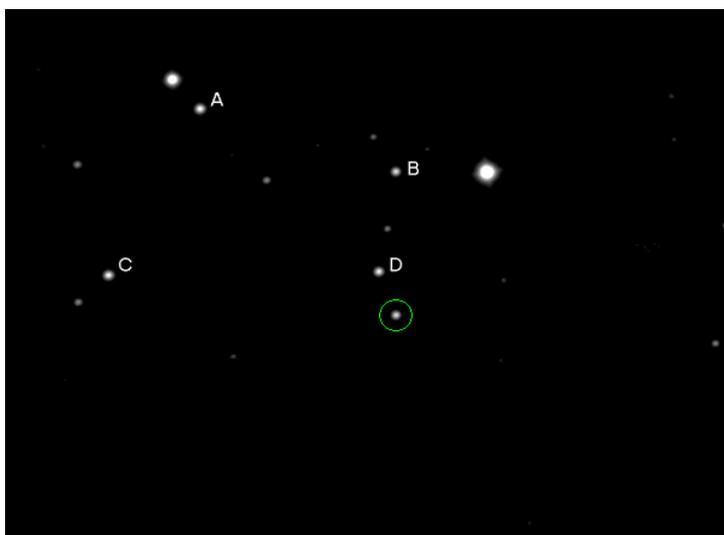
Las curvas inferiores muestran los indices B-G para la binaria y para las nueve estrellas de comparación. Una vez mas vemos como la dispersión de  $\sim 0.02$  mag de la estrella mas brillante # 1 mag 6.95, se hace mayor en las estrellas mas debiles como # 5 y # 24 de mag 9.052 y 9.197 respectivamente. Tambien el momento de minimo brillo de la binaria: mag  $\sim 9.1$  donde su indice se hace B-G  $\sim 0.5$ , presenta mayor dispersión. De este modo se evidencia que junto al desenfoco, el apilado de imágenes es imprescindible para disminuir la dispersión. El cambio de indice B-G para U Cephei, se debe a que este es un sistema donde una de las estrellas es una blanca-azulada B8, y la otra una estrella más fría tipo G8, lo que produce un cambio de color alterno en cada eclipse (primario y secundario). Sin embargo, la dispersión de los indices B-G, es mayor que en las curvas de luz porque estan involucradas en la dispersión integrada de B-G, las medidas de estos dos canales individuales, siendo la del canal azul la que mas contribuye.

### Indices B-G para U Cephei y las 9 estrellas de Comparación Usadas

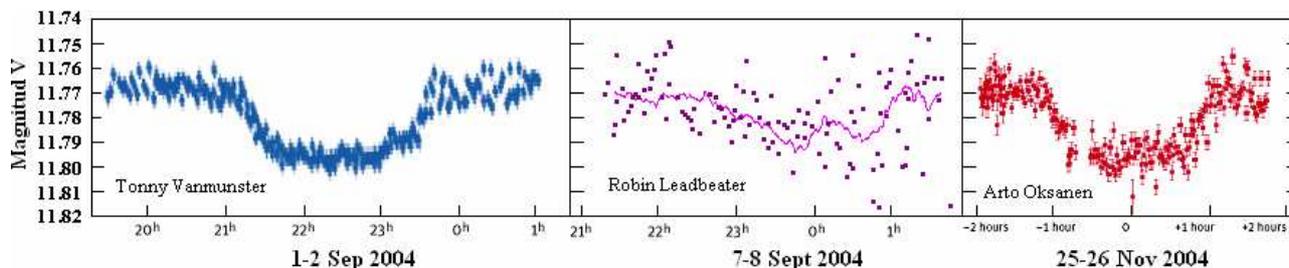


Si se hubiesen realizado las medidas en imágenes compuestas por apilados de subexposiciones en modo entrelazado, la dispersión se hubiese reducido en la misma medida que en el ejemplo anterior con la webcam  $\sim 0.01$  mag o aun menos. Esta dispersión a brillos mas debiles, tiene implicaciones a la hora de la corregir la perdida por antiblooming usando una estrella de control, aspecto que será abordado en la [pag 122](#).

La imagen derecha fue obtenida por **Robin Leadbeater** con una webcam **Philips Vesta SC3 B/N** montada a un telescopio reflector 8" Vixen VC200L Cassegrain f7, para mostrar la estrella **K0 GSC 02652-01324** de 11.62 mag, en Lyra, cuyo compañero planetario tipo Júpiter **TrES-1** eclipsa 0.03 % de su luz cada 3.03 días. Este autor con este equipo, realizo el **7-8/09/2004** una secuencia de 2910 imágenes de 6 seg, adicionadas en grupos simples de 20 (120 seg), y luego de promediar dos medidas de cada apilado, produjo la curva de luz inferior central. La perdida de magnitud por drenado del antiblooming al disminuir el brillo por la extinción atmosferica, a lo largo de las 2.5 horas del transito, fue corregida. Se puede ver con mucha dispersión, una caída y aumento en el brillo. La linea rosada es la media movil de (10 periodos) equivalente a 20 minutos, esta reduce la dispersión



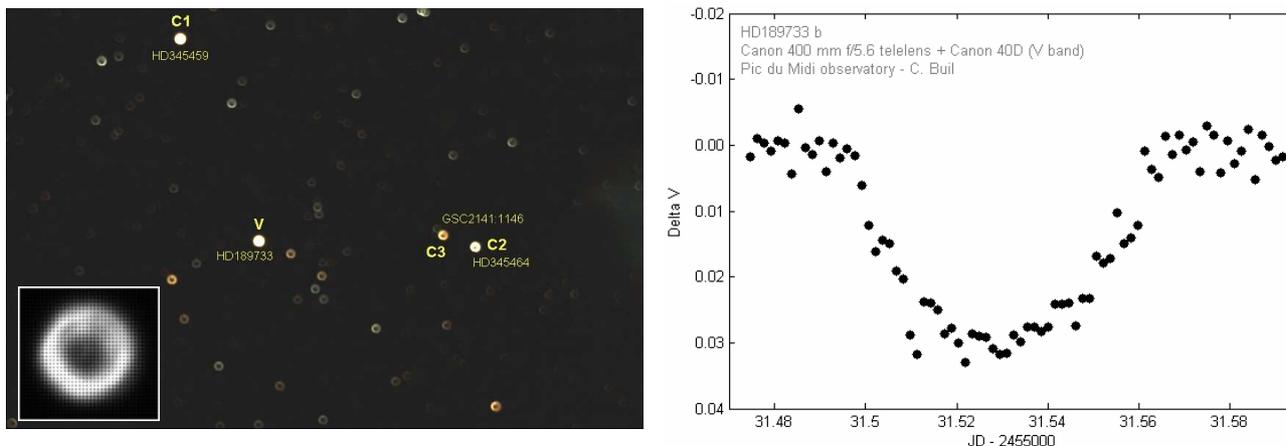
a menos de 0.01 mag, pero tambien reduce su amplitud a 0.02 mag en relación a la amplitud real de 0.03 mag la cual puede apreciarse en las otras curvas mostradas a los lados del mismo transito obtenidas por otros observadores. De este modo constatamos como ya se habia dicho, que debemos tener en cuenta el periodo o posible periodo del objeto del objeto y su magnitud, para escoger cuantos periodos aplicar en la media movil o en los apilados y su entrelazado, porque si escojemos muchos perderemos resolucion en detalles y amplitud. En el caso de este transito, la perdida en amplitud ocurre porque la caída influye en la zona temporal donde todavía no hay decremento de brillo.



Las curvas izquierda y derecha fueron ambas realizadas con una CCD SBIG ST-7XME de 16 bits, cada punto es una imagen individual, la menor dispersión en las medidas es debido a su mayor profundidad de bit. La primera la obtuvo el belga **Tonny Vanmunster** usando un Celestron C14 sin filtro 8 días antes que Robin, la segunda la obtuvo dos meses después el aficionado finlandés **Arto Oksanen** usando un Meade LX200 16 pulgadas a F 6.3 y filtro V.

La dispersión en la curva de Robin usando la webcam, se hubiese reducido a cerca de la milésima de magnitud en las medidas individuales de cada lote de 20 imágenes, o incluso apilando lotes de solo 10 imágenes, si se hubiese desenfocado la imagen como lo ha recomendado desde el año 2005 Christian Buil. El desenfoco es imprescindible cuando se requiere de mediciones de alta precisión, incluso para CCDs astronómicas monocromas, esto lo vemos en el satélite fotométrico **Corot (Convection, Rotation and planetary Transits)**, sus detectores CCD están desenfocados. El motivo de desenfocar la imagen tiene varias razones: cancelar la falta de uniformidad en la eficiencia cuantica intrínseca de un píxel a otro (independiente del microfiltros interpuestos), cubrir optimamente la organización de cada familia de microfiltros en la estructura CFA, lo que también aumenta el muestreo en cada canal, y evitar la saturación de la estrella cuando esta es muy brillante. En lo relacionado con el último aspecto, las estrellas más brillantes permiten mayor desenfoco, pero siempre que no haya objetos cercanos para que no se solapen los discos desenfocados. La secuencia obtenida de este modo no tendrá llamativo estético, pero sí mucha precisión fotométrica.

La imagen inferior izquierda con 150 seg de exposición, es la región en Vulpecula donde se encuentra la estrella **HD189733** de 7.67 mag (eclipsada cada 2.218 días por un exoplaneta), la mancha difusa a la derecha, es la nebulosa Dumbell (M27), Christian Buil uso una cámara DSLR **Canon EOS 350D** (sin filtro de corte IR) montada en un Celestron 11 (diámetro 280 mm). La curva derecha es un transito de su compañero el **19 de julio 2009**, realizada por el mismo autor usando una DSLR **Canon 40D** montada en un instrumento más pequeño, un telescopio de 400 mm a f 6.5. El error RMS es de 0.0015 magnitud, con una caída de 0.030 mag, un ajuste media móvil de esta curva reduciría aún más la dispersión.



Este autor no reconstruye los colores de la imagen RAW, sino que despliega las 4 familias de microfiltros de la imagen CFA, en imágenes individuales usando el comando **SPLIT\_CFA 1 2 3 4** de Iris (ver pag 21 del trabajo anterior).

**NOTA:** los profesionales procuran errores que no superen 0.001 mag, esto es posible gracias a la alta relación señal ruido en los telescopios de gran abertura que usan. El error típico entre los aficionados se encuentra entre 0.001 y 0.035 mag.

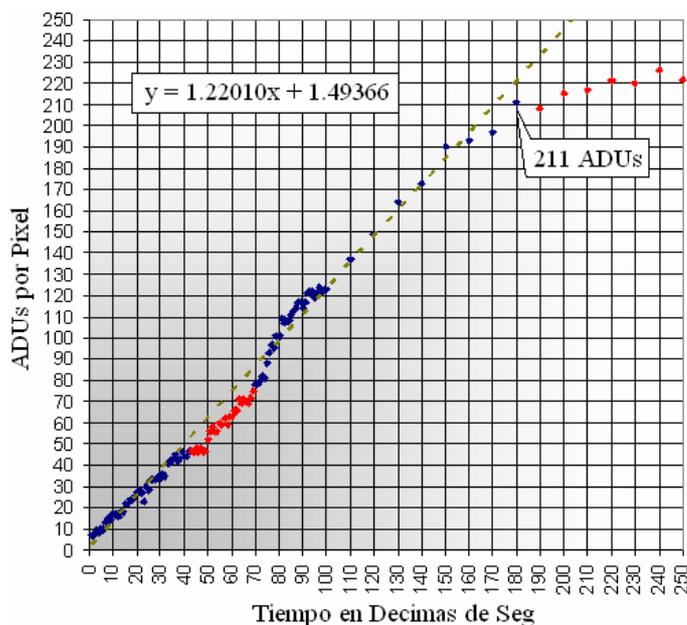
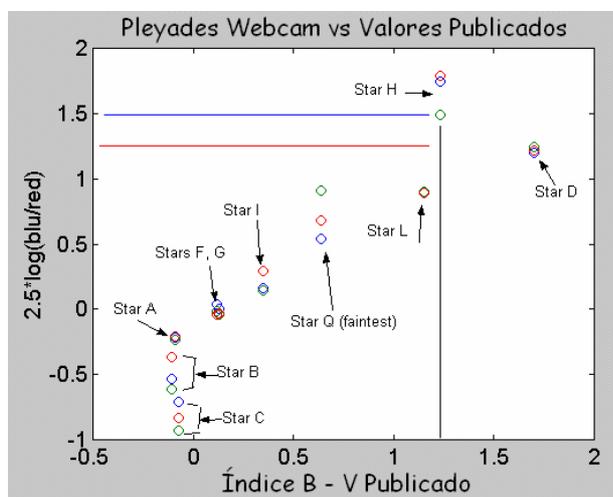
Otro factor que también debe ser tomado en cuenta, y que no se a detallado hasta este momento, esta relacionado con lo explicado en los apartados **Funcionamiento de las Cámaras Digitales y Dispositivos Antiblooming y el Rango de**

**Linealidad** pags 5 y 51 respectivamente del trabajo anterior, donde se mostro como determinar la región de linealidad, y que en esta también se drenan electrones, solo que a una taza menor. La grafica derecha muestra esto con mayor resolución temporal (decimas de segundo), un ajuste de regresión lineal excluyendo los puntos rojos muestra que al aumentar el tiempo de exposición, las ADUs acumuladas no aumentan en la misma proporción sino 1.2201 veces. En realidad hasta 70 decimas de segundos si aumenta en la misma proporción por aumento de tiempo, pero cuando se toma en cuenta todo el rango de linealidad, el aumento en proporción es de 1.2201 veces debido a las irregularidades internas de la propia región de linealidad que son causadas cuando el sensor trata de mantener una taza baja de drenado constante.

Sabemos que nuestra cámara pierde **0.08 mag** de drenado del antiblooming por cada magnitud instrumental en que aumenta la señal. Es decir que para dos estrellas dentro del rango de linealidad con una diferencia de brillo de 1 magnitud intrumental, la más

brillante ha perdido por drenado del antiblooming 0.08 mag del flujo original con respecto a la mas debil. Esto se debe tomar en cuenta porque según la separación en magnitudes entre nuestra estrella en estudio y nuestra estrella de comparación, va a existir un pequeño diferencial por la perdida causada por el antiblooming de la estrella mas brillante en relacion a la mas debil, y como la estrella de comparacion pierde brillo aparente al aumentar la extinción atmosférica a medida que se observa a mayores masas de aire, también se producira un diferencial, porque al mostrarse menos brillante, la taza de drenado será algo menor de lo que era a mayor altura, lo que la hara mas brillante de lo que en es realidad al usarse como brillo patrón, o viceversa en el caso contrario, esto producira un decaimiento o incremento del brillo a lo largo de la noche, tal efecto se corrige determinando la taza de perdida por drenaje del antiblooming (ver pag 93), y es corregido por RGB FotoCalc insertado este valor en su casilla correspondiente.

Luego de revisar los factores que influyen en la precisión de nuestras cámaras webcam y DSLR para medidas de brillo, paramos a un ajuste obligatorio para llevar cualquier banda de color a los sistemas internacionales de fotometria. Desde que se comenzaron a usar estas cámaras para fotometria, hubo experimentos para ver como coincidían los canales de color con las bandas UBV, esto se puede ver en la grafica inferior realizada en Noviembre de 2002 por el **Dr. Donald F. Collins**, y **Warren Wilson** junto a sus estudiantes en el Warren Wilson Collage, donde se comparan en el eje Y los índices de

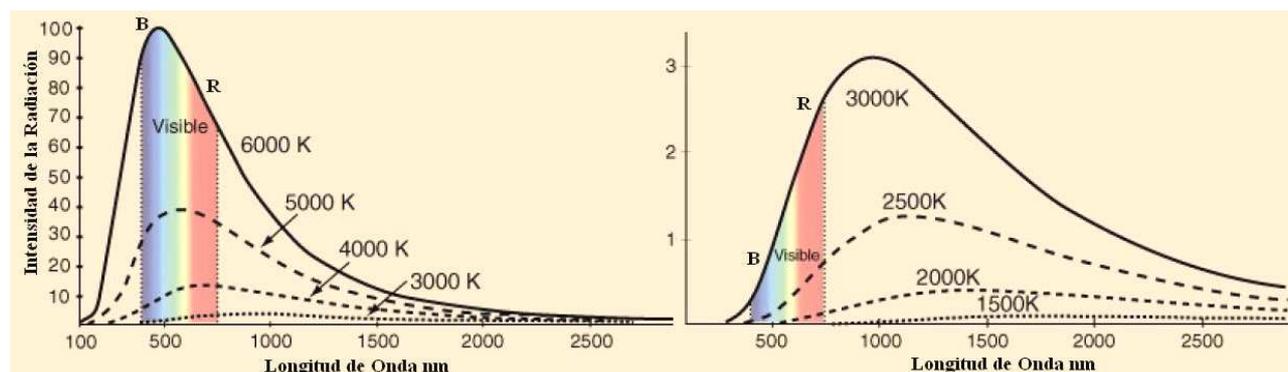


color de las estrellas del cumulo M 45 "Las Pléyades" obtenidos con una webcam **Philips Vesta Pro 690K** (No RAW) con un filtro de corte IR, y en el eje X los índices publicados por **Arne Henden & Kaitchuck 1990** usando el sistema UBV. A una de las medidas en el canal G agregue tres líneas para indicar como difieren los valores obtenidos con la webcam, de los valores publicados. La línea negra es el valor de la publicación, la línea azul el valor obtenido con la webcam y la línea roja marca el valor que debería tener la línea azul si los canales de la webcam y el sistema de fotometria fuesen idénticos. Para ajustar la respuesta de los canales de nuestra cámara, debemos al igual que con los filtros fotometricos, aplicar ciertas transformaciones que serán explicadas en el proximo apartado, con las cuales también se ajustan los canales de las cámaras DSLR, y CCDs a color en general que también poseen un sensor con matriz RGB.

## Influencia de la Distribución Espectral del Objeto en la Precisión Fotométrica

Las estrellas evidencian su temperatura a través del color, hecho que se muestra en sus curvas de emisión espectral. A medida que estas poseen mayor temperatura, su emisión de energía se hace más intensa, al tiempo que el máximo de su emisión se mueve más hacia las longitudes de onda más azules del espectro (**Ley de Desplazamiento de Wilhelm Wien**), como se puede ver en las dos imágenes inferiores, y como es explicado en el trabajo [Introducción al los Sistemas de Banda Ancha](#). Los objetos como asteroides, reflejan según su composición, determinadas longitudes de onda del espectro Solar.

Una estrella tipo **F** por ejemplo, con Temperatura Superficial (**Teff**) de **6000 K**, se mostrara más brillante en el azul que en el rojo, mientras que en una estrella fría tipo **M**, con una Teff de **3000 K** mostrara lo contrario (gráficas inferiores).

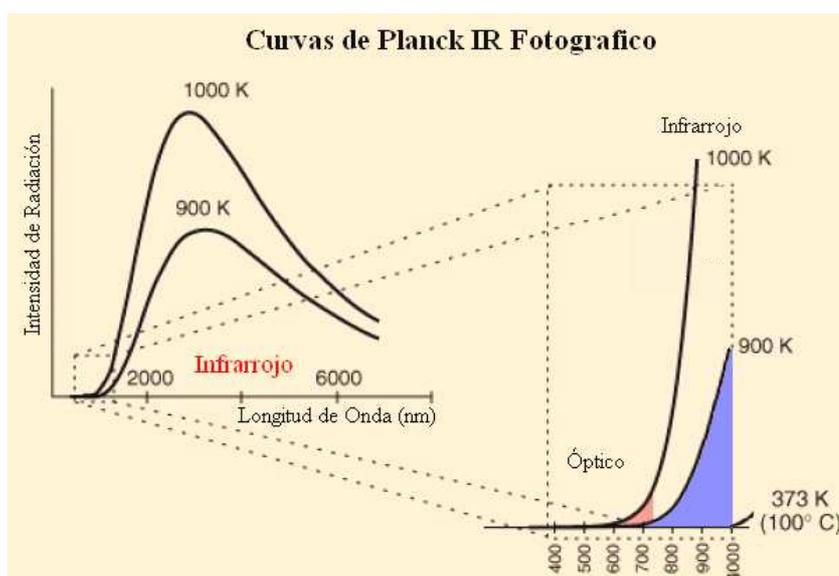


Los objetos más fríos (entre 1000 y 900 K) emiten la mayor parte de su energía en el IR, pero una pequeña fracción llega a entrar en el canal R. Objetos aún más fríos (entre 900 y 400 K) emiten una pequeña fracción de su energía en el IR fotográfico, rango de temperaturas donde entran las enanas marrones (2200 - 750K), esto lo corrobore con una imagen de la punta de un cañón para soldar estaño (673 K) capturada con el filtro de 700 nm (mostrada en la [pag 36](#)).

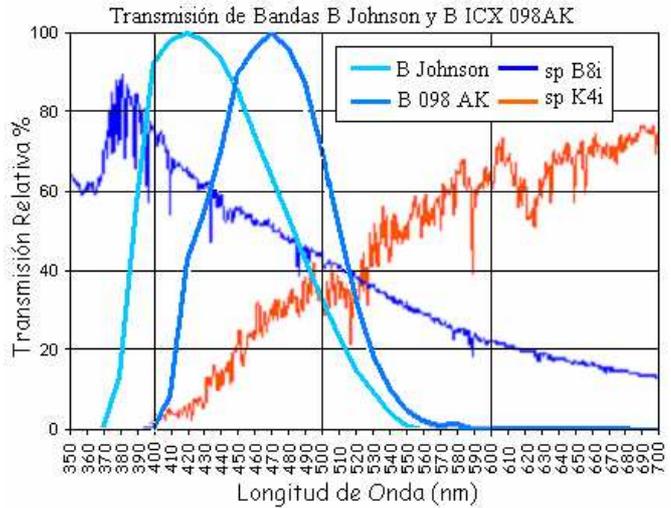
Sin embargo, si medimos una misma estrella, en dos sitios de observación distintos, el espesor atmosférico local modificará el grado de extinción para los diferentes colores, y esto a su vez la curva de emisión del objeto, y así utilizemos el mismo filtro y cámara, las

medidas de brillo en cada banda de color serán diferentes. En esto también influye la reflectividad de los espejos del telescopio, las pequeñas diferencias en el espesor y la densidad del vidrio del filtro, la eficiencia cuántica del sensor CCD, si el telescopio es Cassegrain o Refractor, se suman las pérdidas por reflexiones y absorciones causadas por la placa correctora y lentes del objetivo, y según el software usado las magnitudes pueden ser negativas. Entonces, el brillo medido realmente por todo este conjunto [**Sitio Obs + Instrumental + Software**], es a lo que llamamos **Magnitud Instrumental**.

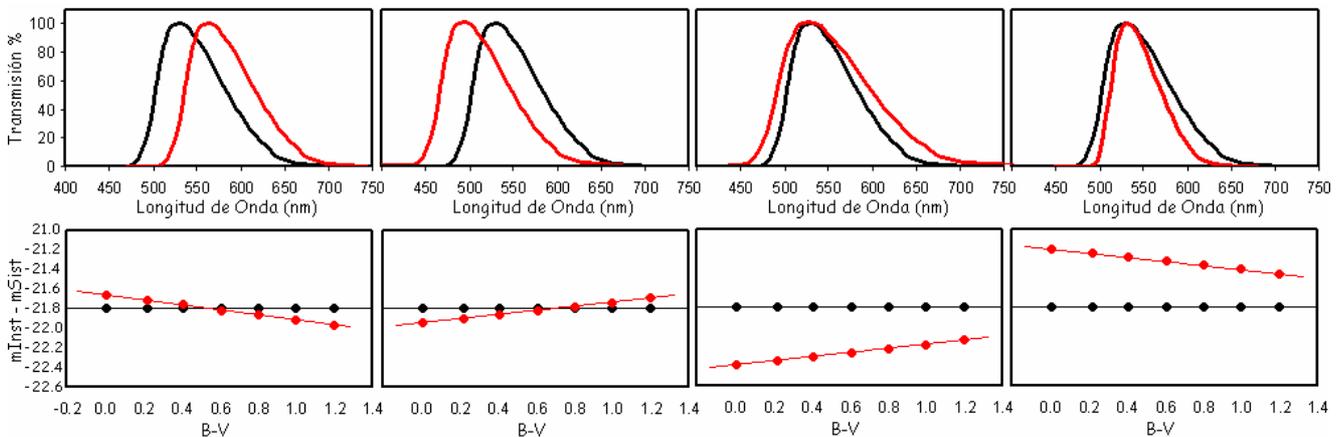
En fotometría se cuantifica, no cuanto influyen estos elementos en la curva de transmisión del objeto, sino su equivalente que es: como influyen en la transmisión de nuestros filtros, para tomar la transmisión de estos como el indicador. El sistema estándar de uso común para fotometría es **UBV Johnson**, la extensión **RI** varía ligeramente para los sistemas más comunes **Cousins** o **Sloan**. Entonces cada observador debe llevar sus medidas instrumentales (a través de ciertas correcciones), al valor del sistema al que se quiere adaptar, lo que permite combinar medidas realizadas desde muchos sitios con diferentes equipos. Es gracias a estas correcciones, que también se pueden normalizar las medidas realizadas con filtros que no fueron diseñados para fotometría, pero que poseen una transmisión muy cercana, lo cual también aplica a los canales de color de las cámaras RGB, y que también coinciden bastante bien con los filtros diseñados para fotometría.



En la figura derecha se muestra como una estrella según su tipo espectral, presenta diferentes brillos al usarse dos bandas azules distintas. Cuando se observa con el filtro fotometrico estandar **B Johnson**, una estrella azul, esta se muestra mas brillante que en el canal **B** del sensor **ICX 098AK**, que posee nuestra webcam, porque esta recoge menos luz al cubrir una región desplazada hacia el rojo 29 nm con respecto a B Johnson, región donde la estrella presenta menor emisión. El efecto contrario ocurrira si se observa una estrella roja. La curvas de estos se normalizaron en porcentaje de transmisión relativa. Este fenomeno es cuantificable y corregible. Para entender esto, imaginemos 7 estrellas de magnitud V: 6.4, 6.6, 6.8, 7.0, 7.2, 7.4, 7.6, con índices de color B-V: 0.0, 0.2, 0.4, 0.6, 0.8, 1.0, 1.2, 1.4 respectivamente, las magnitudes instrumentales son muy diferentes en cada observador, para este ejemplo seran negativas.

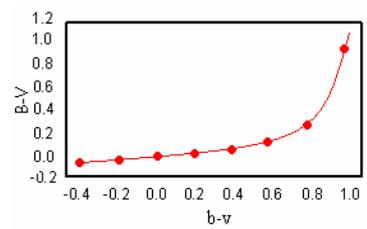


Si nuestras magnitudes instrumentales, conjunto [Sitio Observación + Instrumental + Software], coincidiera perfectamente con el sistema estándar, estas mismas estrellas mostrarían magnitudes instrumentales V de por ejemplo: -15.4, -15.2, -15.0, -14.8, -14.6, -14.4, -14.2, y la resta de las magnitudes instrumentales de las magnitudes absolutas estándar [**mInst - mSist**] darían todas el mismo resultado:  $-15.4 - 6.4 = -21.8$ ,  $-15.2 - 6.6 = -21.8$ ,  $-15.0 - 6.8 = -21.8$ , etc, y al graficar los resultados de estas restas en el eje Y en relación a su índice de color **B-V**, veríamos una línea horizontal (línea negra en las graficas inferiores) que se mantendría en **-21.8**. Si la banda de nuestro sistema estuviera desplazada hacia el rojo, las estrellas rojas se mostrarían más brillantes de los que son y las azules más débiles. Si la banda estuviera desplazada hacia el azul, ocurriría lo contrario, serían las estrellas azules quienes se mostrarían más brillantes y las rojas menos brillantes. Si las bandas coincidieran, pero el ancho de nuestro sistema fuese mayor, todas las estrellas se mostrarían más brillantes de lo que son al captar nuestro filtro más luz. Si el ancho de banda de nuestro sistema fuera menor, ocurriría lo contrario. En la práctica real, la desviación de nuestras medidas con respecto al sistema estándar, siempre será una combinación en mayor o menor grado de los cuatro ejemplos mostrados, según lo alejado que estén nuestras bandas del sistema.



Podríamos realizar la resta de manera contraria **mSist - mInst**, el resultado sería exactamente el mismo pero con valores inversos:  $6.4 - (-15.4) = 21.8$ ,  $6.6 - (-15.2) = 21.8$ ,  $6.8 - (-15.0) = 21.8$ , etc.

Al presentar nuestro sistema alejamiento del sistema, los valores de las restas formarían una línea (líneas rojas en los ejemplos), cuya inclinación en combinación con el índice de color, son la información que nos permite realizar la corrección. Para conocer el índice de color, también se realiza una gráfica de los índices de color en nuestro sistema versus los índices del sistema estándar. En este principio se fundamenta cualquier corrección de transformación. Por ejemplo, debido a que de la resta de las magnitudes en la banda [**g'** del sistema Sloan, - mag V Johnson], presenta un Punto 0 = **-0.03** y una inclinación o (pendiente) = **-0.55**, esto hace que **g'** se transforma en **Vj** Según:

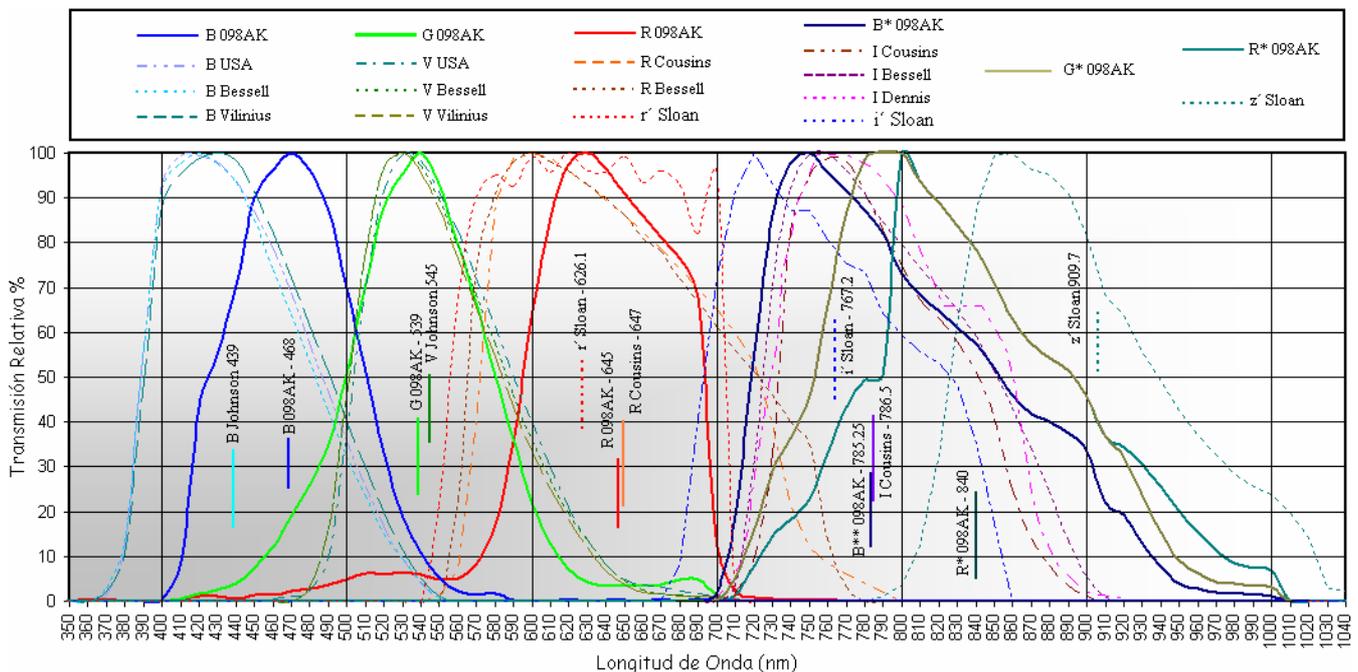


**Vj = g' - 0.03 - 0.55 \* g'-r'** El índice de color se multiplica por la pendiente porque es el referente en eje X de la pendiente. Por supuesto, a mayor alejamiento entre las bandas, el grado de precisión de estas transformaciones es menor.

Una característica en los filtros con curvas de transmisión cuyas caídas son muy verticales, como los Sloan, es que esto ocasiona que sus longitudes de onda centrales, se desplacen menos con la distribución espectral de las estrellas, y el poco solapamiento entre estas, ocasiona que el cambio de índice para estrellas de diversos colores, sea menor con respecto a los filtros con curvas de caídas inclinadas, donde si se solapan las bandas adyacentes.

En la gráfica inferior vemos los canales RGB del sensor ICX 098AK + filtro **Baader Planetarium UV/IR Cut**, y también los canales R y B + filtro Infrarrojo **Opteka R72** denominadas  $R = B^*$  y  $B = R^*$ , todas ellas comparados con las bandas B y V Johnson, algunas bandas R e I, y la banda  $z'$  Sloan. Los canales G y  $B^*$ , son los que mejor coinciden con las bandas V Johnson e I Cousins respectivamente, el primero con un desplazamiento de V de solo 5.95 nm hacia el azul, y el segundo con un desplazamiento de Ic de solo 1 nm hacia el azul,  $B^*$  también se ajusta muy bien a IDenis, o IBessel, y su transformación a estas presenta el mismo comportamiento que la transformación de las bandas I OGLE, I ASAS o I TASS a Ic la extensión de todas ellas hacia el IR en relación a Ic (ver pag 104). La banda  $i'$  Sloan Fukugita 1996 esta mas lejos de ajustarse a este por su transmisión hacia el azul hasta 670 nm. La banda R por su parte, coincide muy bien con la longitud de onda efectiva de R Cousins o Bessel. El corte a  $\sim 700$  nm y sus caídas verticales podrían mostrar a  $r'$  Sloan Fukugita 1996 como la mejor banda para calibrarlo, pero esta por su extensión hacia 540 nm ha mostrado en las pruebas O. López 2015, que no muestran una relación adecuada lo que la descarta para este fin. Otra opción sería R Mould (Zacarias 2007), que presenta un tratamiento dielectrico para ofrecer un corte brusco hacia  $\sim 710$  nm. Pero es una banda poco generalizada.

Los canales B y  $R^*$  son los mas alejados de las correspondientes bandas en los sistemas, B esta desplazado 29 nm hacia el UV con respecto a B Johnson, aunque su relación con este se define muy bien en las calibraciones. El canal  $R^*$  por su parte se aleja casi 70 nm hacia el azul de la banda  $z'$  Sloan (Masataka Fukugita 1996), que es la unica disponible en esa región, con la cual combinada con Ic obtener índices de color  $Ic - z'$ , con los que transformar la fotometria de estrellas frias. La banda  $z'$ , es esencialmente la misma que Schneider, Gunn, & Hoessel 1983; Schild 1984, y J. Allyn Smith 2002 (al ser un vidrio Shott RG 830 con transmisión abierta hacia el IR, donde la caída derecha la determina la respuesta del CCD, que deja de ser sensible hacia  $\sim 1100$  nm). Las bandas IR de las webcam, DSLR, o de cualquier CCD a Color, presentan mayor solapamiento por la caída derecha del canal  $B^*$ , que lo superpone a  $R^*$  favoreciendo los índices como lo muestra la grafica.



En las graficas las transmisiones relativas de todas las curvas se han normalizado a un 100% para poderlas comparar entre si. Se puede notar las pequeñas diferencias entre los sistemas de fotometria fotoelectronica Johnson y Vilinius, y las prescripciones Bessell, relizadas para que las cámaras CCD se ajusten a las respuesta fotoelectricas originales en que se habia diseñado los sistemas como BV Johnson y RI Cousins. Las curvas de los filtros originales Fukugita 1996 han sido corregidas tomando en cuenta la respuesta espectral del sensor ICX 098BL, modelo monocromo (sin matriz RGB), que sirve como base para los modelos ICX 098 AK y 098 BQ. Existe también una variación  $i$  y  $z$  de Fukugita no mostrada aquí por su gran similitud con  $i'$  y  $z'$ , las cuales son usadas en el telescopio de 2.5 m del programa sloan.

Sin embargo, debemos tener en cuenta que en los objetos con emisión mas roja que 800 nm, B\*\* y R\* recogen la misma señal por tener estos canales la misma transmisión a partir de 800 nm. Esto se evidencia en imagenes que realice de un cautin de 25 W, cuya temperatura máxima es de **673 K (400 °C)**, correspondiente a un pico de emisión en el IR a **4309.0 nm**. La imagen izquierda la obtuve usando el filtro de corte IR Baader con la iluminación de la habitación encendida, por lo tanto recoge el espectro optico reflejado por el cautin. La imagen central fue con la luz de la habitación apagada, esta a pesar de tener 180 segundos de exposición (3 min), muestra un registro casi nulo de la emisión propia del cautin en el optico. La imagen derecha fue con el filtro infrarrojo Opteka R72 y con la luz de la habitación apagada, esta con solo 10 segundos de exposición, muestra la emisión de todo el cautín. El color blanco evidencia que todos los canales recogieron la misma señal, por concentrarse esta más allá de los 800 nm. La limitación de obtener indices de color en esta region, se solventa bien con el metodo iterativo [pag 102](#).



Hay que tener en cuenta que a pesar se las características generales del canal R\*, este varia ligeramente en cada modelos de camara, en el caso de la Nikon D200 su curva de transmisión se ajusta de manera extraordinaria a la mencionada banda z'.

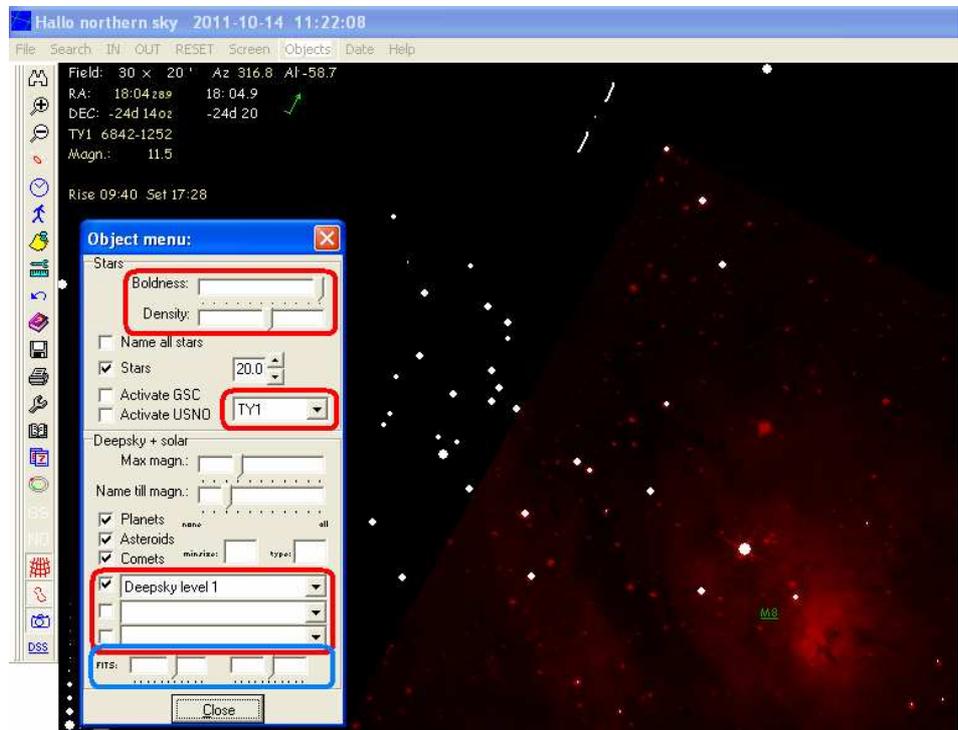
Algunos autores como: **Roger Pieri, Brian K. Kloppenborg, Petr Pata, Thomas Karlsson**, han comprobado como las correcciones descritas para los canales de estas cámaras (Fotometria Transformada), no solo disminuyen los errores de  $\sim$  (0.01 a 0.03 mag) mostrados en el apartado anterior, sino que mantiene esta precisión en la medida de brillo de estrellas de diversos tipos espectrales B-V -0.2 a 1.8, anulando casi por completo los efectos de la distribución espectral. Sin embargo, hay que tener en cuenta que en el canal G, la transformación de muchas estrellas más rojas que K hacia los tipos M, presentan errores mayores, entre  $\pm$  0.02 y 0.06 mag respectivamente, debido a que sus espectros presentan bandas de absorción moleculares que distorsionan la curva de flujo de cuerpo negro usada como indicador del color para la corrección. Para minimizar esto, es más apropiado basar su corrección en los indices V-Rc. Igualmente en los objetos que presentan fuertes líneas de emisión justo en las regiones del espectro donde nuestro canal no coincide con las bandas del sistema, tal como los cuasars o novas enanas en sus estallidos, debe prestarse atención en la transformación. Un panorama similar se susita con el ya comentado canal B\*, el cual para transformar a Ic presenta desviación para estrellas mas rojas que V-I = 2. Las estrellas binarias eclipsantes compuestas por componentes de diferente color, hace variar el indice, lo que debe ser tomado en cuenta en la transformación. Un factor recomendado por el primer autor, es el uso de relaciones de transformación para diversas masas de aire, ya que el espesor de esta influye en estas para un mismo sitio de observación. Este punto ha sido tomado en cuenta e incorporado en el software RGB FotoCalc ([ver pags 90 y 98](#)).

Un último factor que tiene influencia en las medidas, es el fondo del cielo. Asi como el término **MALE**, “Magnitud Limite Estelar” usado para establecer las estrellas más debiles que se pueden ver a simple vista, el parámetro **Mag/seg-arc<sup>2</sup>** indica cuanto brilla el cielo por contaminación luminaca y otros factores en una banda determinada (por ejemplo V). Las medidas típicas para **Cielo urbano** son de = **15 - 16**, **Suburbano** = **17 - 18**, y **cielo de Montaña** = **20 - 22**. Asi que desde nuestro lugar de observación, la magnitud limite captada por nuestra cámara + telescopio a su maxima capacidad de exposición, estara condicionada por el fondo del cielo, y mientras este fondo es mas brillante, nuestro limite en la detección de objetos debiles será menor. Ademas, mientras mas cerca este la estrella que medimos del brillo de fondo, las medidas seran mas imprecisas, porque el brillo del fondo al ser aleatorio, afecta la medición. [En la pag 52](#) se explica como determinarlo.

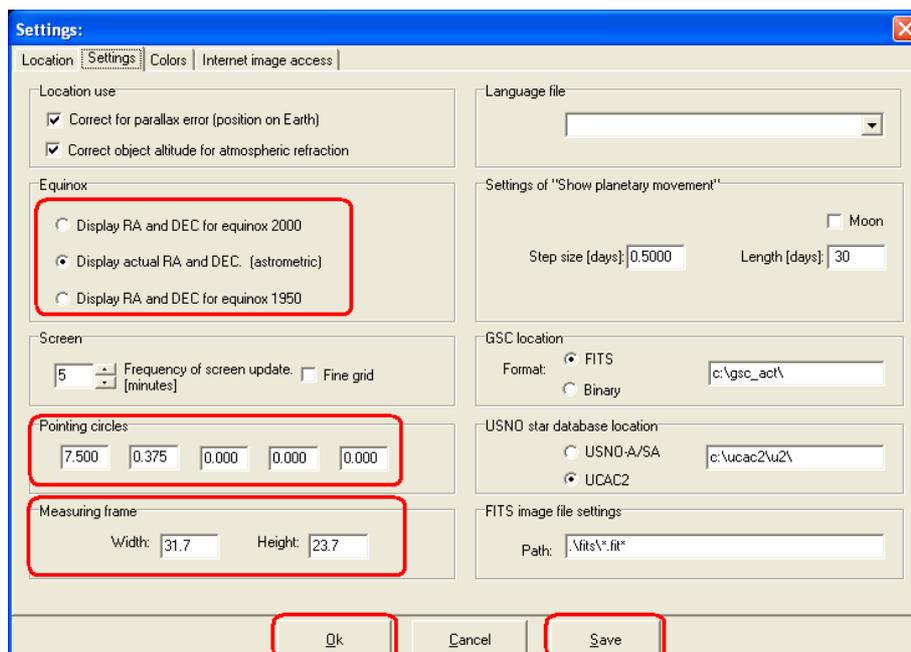
Tomando en cuenta la precisión alcanzada con nuestro conjunto telescopio + cámara RGB calibrada y tomando en cuenta todos los factores expuestos, podemos trabajar en alguna iniciativa donde los investigadores profesionales solicitan a traves de medios como la **Revista Polaca de Fotometria “Proxima”, o la sección de Alertas de la pagina de la AAVSO**, medidas fotometricas indicando los requerimientos necesarios para su investigación. Diversos grupos se han conformado para estos trabajos, como el gupo español M1, el grupo checo MEDUSA, la AFOEV en francia, la LIADA o la AAVSO.

## Fuentes para las Medidas: HNSKY, Cartes du Ciel y VizieR

Para realizar las medidas fotométricas, astrométricas y la ubicación exacta e inmediata de cualquier objeto en el cielo, necesitamos un catálogo eficiente, pero a la vez lo suficientemente portable para tenerlo en el disco de nuestra PC. En mi caso utilizo el HNSKY "Halo Northern Sky" [www.hnsky.org/software.htm](http://www.hnsky.org/software.htm), esta herramienta gratuita posee en su Gran paquete básico 230 Large (40 Mb) los catálogos Tycho-1 y 2, la gran base de datos de estrellas Tycho2, 255 imágenes fits que se superponen a los campos del catálogo. Luego de instalarlo le incorporamos todos los complementos que muestran los diversos tipos de objetos en todo el cielo, **Cartes du Ciel** descrito mas adelante también cuenta con características similares.

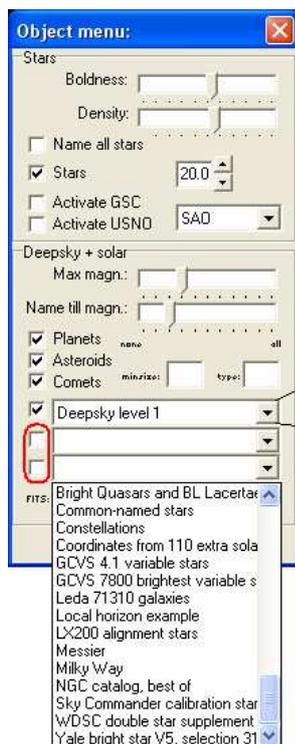


Si queremos conocer las coordenadas de un punto del cielo, movemos el cursor sobre la region deseada y veremos en la esquina superior izquierda la AR y DEC del mismo. Para conocer las coordenadas de un objeto, tocamos este con el boton derecho del raton, sin embargo las coordenadas mostradas dependera de cómo hallamos configurado el programa. Para esto pulsamos el icono , en la barra izquierda del programa. Se nos abre el cuadro de configuración (imagen inferior), en el



lo primero sera colocar en la pestala **Location** la zona horaria y las coordenadas de nuestro lugar de observación, luego en la pestaña **Setting** campo **Exinox** elegimos si queremos que las coordenadas de los objetos se muestren para la epoca de año 2000, 1950 y epoca que muestra la PC en ese momento. En **Pointing circles** colocamos el valor en grados de nuestro buscador, en mi caso también escogi el campo del ocular reticulado que uso como guía. Como debemos colocar en grados  $1^{\circ}/60 = 0.0166$  y este valor por el campo en minutos de arco que es  $22.5' = 0.375$ . En **Measuring frame** colocamos el campo de la CCD en minutos de arco, colocamos **Save**. Para activarlos

vamos al menú **Screen/Instruments: Pointing circles** y **Measuring frame**. En el menú **Search** y **GoTo** buscamos objetos.



Para elegir el catalogo que queremos desplegar nos vamos al menú **Object**, y abrimos el cuadro **Objects menú**: en **Boldness**: ajustamos la diferencia de diámetros entre las estrellas de diferentes brillo. En **Density**: aumentamos o disminuimos la magnitud límite. Mas abajo tenemos una casilla para elegir el catalogo, estos son: GSC, USNO, UCAC, HIP, PPM, SAO, TY1, TYC "Tycho". Mas abajo se elige la opción para el despliegue de objetos de cielo profundo, los tres niveles disponibles muestran progresivamente distintos catálogos:

**Nivel 1:** CED, Cr, Donlop, ESO, GCL, IC, LBN, Messier, NGC, OCL, PK, UGC.

**Nivele 2:** 3C, ABELL, Bochum, IRAS, KING, MCG, MEL, Mrk, PGC, Pal, Tr, vdB, WKK, ZOAG.

**Nivel 3:** 5zw, AM, AN, Arp, B, Basel, BCL, Be, Berk, Biur, CGCG, DCL, Czernik, DCL, DG, Do, DRGC, DUKST, EGB, FAIR, FCC, Fein, Fg, FGC, FGCE, Gum, H, Harvard, HDW, He2, Hf, Ho, Hogg, Holmberg, HP, K1, K2, K3, K4, KCPG, KUG, LDN, Lo, Linga, M1, M2, M3, M4, Mayer, Mz, NPM1G, OCL, PB, Pal, Pc, Pismis, RKK, Roslund, Ru, Sa, Sh2, SL, Stock, Ter, Terzan, Tombaugh, Wray16, Y\_C2, ZWG.



Si escogemos el nivel dos por ejemplo se muestran todos los objetos del nivel anterior sumados al segundo nivel. En las siguientes dos casilla podemos escoger algún catalogo en particular, donde también se incluye cuatro catálogos estelares mas, como los son: Yale bright star, GCVS, WDSC, y UCAC1.

Al final tenemos dos pequeños deslizadores, el izquierdo con el nombre **FITS:**, con este contrastamos las imágenes FITS, y con el derecho disminuimos o aumentamos su brillo.

En el menú **Search** abrimos en cuadro **Center on:** con el, podemos buscar un objeto determinado escribiendo su nombre en la casilla superior, con el botón **Goto**, se centra en pantalla el objeto con dos líneas que lo señalan. A continuación se hace una breve descripción de cada uno de los catálogos mostrados por el programa:

**GSC:** Guide Star Catalog: es un catalogo que fue construido originalmente para ayudar al telescopio espacial hubble al apuntado de estrellas fuera de eje. Conocido también como Hubble Space Telescope Guide Catalog (HSTGC) contiene aproximadamente 19.000.000 de cuerpos celestes con magnitudes aparentes entre 6 y 15, esta basado en el sondeo Palomar Quik V, para el hemisferio norte, y en el sondeo SERG J para el hemisferio sur. La versión actual, Guide Star Catalogo, contiene 998.402.801 objetos distintos, de los cuales cerca de la mitad (455.851.237) poseen datos de posición, clasificación y magnitud.

**USNO - UCAC (CCD Catalogo Astrógrafo):** es un cartografiado del cielo en magnitudes R de 7,5 hasta magnitud 16. Los errores en posición son de 20 milisegundos de arco para estrellas entre 10 y 14 magnitud y de 70 milisegundos de arco para el limite de magnitud 16. Posee 48.330.571 estrellas entre -90 y + 40 °, movimientos propios y fotometria se proporcionan para todas las estrellas para le época 2000.0. UCAC2 tiene fotometria J H y Ks del proyecto 2MASS. Las nuevas versiones de **UCAC, 2, 3, 4**, solo incorporan a la data original datos de otros catalogos, como Hipparcos, Tycho-2, APASS, etc.

**HIP (Hipparco):** contiene 118.218 estrellas hasta magnitud 12, con una precisión en la fotometria de 0,1 magnitud, y en la astrometría de 0,002" (2 milisegundos de arco). Lo produjo el satélite hipparco entre 1989 y 1993.

**PPM** publicado en 1993 (Catalogo de Posiciones y Movimientos Propios) con un error medio de 0,27", combina los catálogos PPM Norte y Sur 181.731 estrellas del norte y 197.179 del sur, es el sucesor del catalogo SAO contiene todas las estrellas del catalogo PPM hasta la magnitud 10. Son 470.000 estrellas.

**SAO** publicado en 1966 (**hnskyd2**) posee 258.000 estrellas hasta magnitud 9,5 con una precisión hasta de 1". Nextar 8,5 SAO complemento de estrellas contiene 10384 nextars y los números de estrellas SAO.

**Tycho-1** es un catalogo producido por el satélite Tycho entre 1989 y 1993. Contiene 1.050.000 estrellas hasta magnitud 7,5, en las bandas B y V (BT VT). Mas tarde este catalogo es analizado de nuevo dando lugar a **Tycho-2**, en el que se incorporan 2.539.913 estrellas hasta magnitud 11.5, y cuya precisión en astrometría es de ~ 7 milisegundos de arco, y de entre 0.06 y 0,1 mag en fotometria, sus magnitudes son BT y VT, se pueden transformar en magnitudes Johnson mediante:  
 $V_j = VT - 0,090 * (BT - VT)$  y  $B - V = 0.850 * (BT - VT)$ .

**GCVS** catalogo general de estrellas variables posee 28.000 variables, en este complemento se muestra como etiqueta para que pueda cotejar con tycho o UCAC2, la versión pequeña ya esta incluida 7800 estrellas.

**Yale bright star V5. Selección 31.** Es el nombre alternativo para el Bright star catalogue, catalogo de estrellas mas brillantes que magnitud 6,5, publicado por el observatorio de la universidad de Yale, contiene las posiciones, magnitudes tipos espectrales y otros datos de las 9096, del Harvard Revised Photometry. La primera edición del catalogo, la primera edición del catalogo apareció en 1930, y la cuarta en 1982, se edito una quinta edición en formato electrónico en 1991. Un suplemento contenido otras 2603 estrellas hasta magnitud 7,1 fue publicado en 1983.

**WDSC doublet star supplement Washinton o Double Star Catalog:** mantenido por el observatorio Naval de Estados Unidos, es la base de datos principal en el mundo de la información astrometría estrellas dobles y múltiples. El catalogo contiene las posiciones (J2000), descubridor, denominaciones, ángulos de posición, separaciones, magnitudes, tipos espectrales, movimientos propios, de 103.861 sistemas basados en 750.563 medidas, se actualiza casi a diario.

**USNO-A1.0** es un catalogo de medidas astrométricas de 488.006.860 fuentes, captadas y medidas de las placas del Palomar Observatory Sky Survey I (POSS-I) O, para las zonas entre 0 y 30° o más. las placas de E, del Science Research Council SRC- J, y las placas ESO-R del Observatorio Europeo Austral para los datos entre 0 y -35°. Las coordenadas se presentan para J2000, con fonometría basada en filtros B y emulsiones O y E para las fuentes del norte, y emulsiones IIIa-J y IIIa-F para las fuentes del sur. Se cree que el error típico de aproximadamente 0,25 seg/arc para astrometría y 0,25 mag para fotometria. Sin embargo, estas estimaciones de error están dominadas por los errores sistemáticos incorporados en el procedimiento de calibración, y algunos campos pueden ser mucho peor. Se insertan también objetos más brillantes que magnitud 11 del catálogo de estrella guía. Este catalogo muestra estrellas hasta magnitud S = 21, E = 20, J = 22, y F = 21.

Este catálogo ha sido sustituido por el de catálogo **USNO-A2.0** que incorpora 526.280.881 estrellas, y se basa en una nueva reducción de la base para USNO-A1.0. La principal diferencia entre A2.0 y A1.0 es que A1.0 utiliza la **Guía de estrellas Catálogo** (Lasker et al. 1986) como marco de referencia, mientras que A2.0 utiliza el **ICRF** como realizado por el **catálogo USNO ACT** (Urban et al . 1997). USNO-A2.0 al igual que USNO-A1.0 asigna el uso de las coordenadas para los nombres de los objetos, pero las coordenadas de los objetos en A2.0 y A1.0 no son las mismas, lo que crea confusión.

**USNO-A2.0** utiliza la conversión magnitudes del proyecto Tycho (BT, VT) para establecer la calibración fotométrica para cada placa (O + E + J + F). Esta es una mejora sobre USNO-A1.0.

**LEDA 71310 galaxies:** Lyon-Meudon extragalactic database. **Brigh Cuasars and BL lacertae**

**CED:** catalogo de estrellas dobles. **Cr:** es un catalogo de 471 cúmulos abiertos débiles realizado por el sueco Per Collinder publicado en 1931. **Donlop:** catalogo de 629 nebulosas y racimos de estrellas publicado en 1828 por James Dunlop. **ESO:** catalogo que produjo el European Souten Observatory de los objetos descubierto con sus telescopios al entrar en funcionamiento en 1962 contiene innumerables galaxias del hemisferio sur. **GCL:** . **IC:** es un catalogo indice compilado por J. L. Dreyer y comprende las galaxias, nebulosas y cúmulos estelares descubiertos entre 1888 y 1905, sirve como complemento al NGC. **LBN:** . **Messier** catalogo elaborado por Charles Messier entre 1774 y 1781 consta de 110 objetos. **NGC:** Nuevo Catalogo General de Nebulosas Cúmulos y Estrellas que contiene 7840 objetos recopilado por Johan Ludvig Emil Drayer en 1880 basado en las observaciones de William Herschel y su hijo Jhon Herschel RNGC es la versión revisada donde se corrieron los errores. **OCL, PK:** catalogo Perek-Kohutek de 1455 nebulosas planetarias. **UGC:** Uppsala General Catalog fue publicado de 1973 basado en observaciones del Monte palomar incluyendo 12921 galaxias visibles desde el hemisferio norte principalmente con mag menores a 14,5 y un diámetro mayor a 1´.

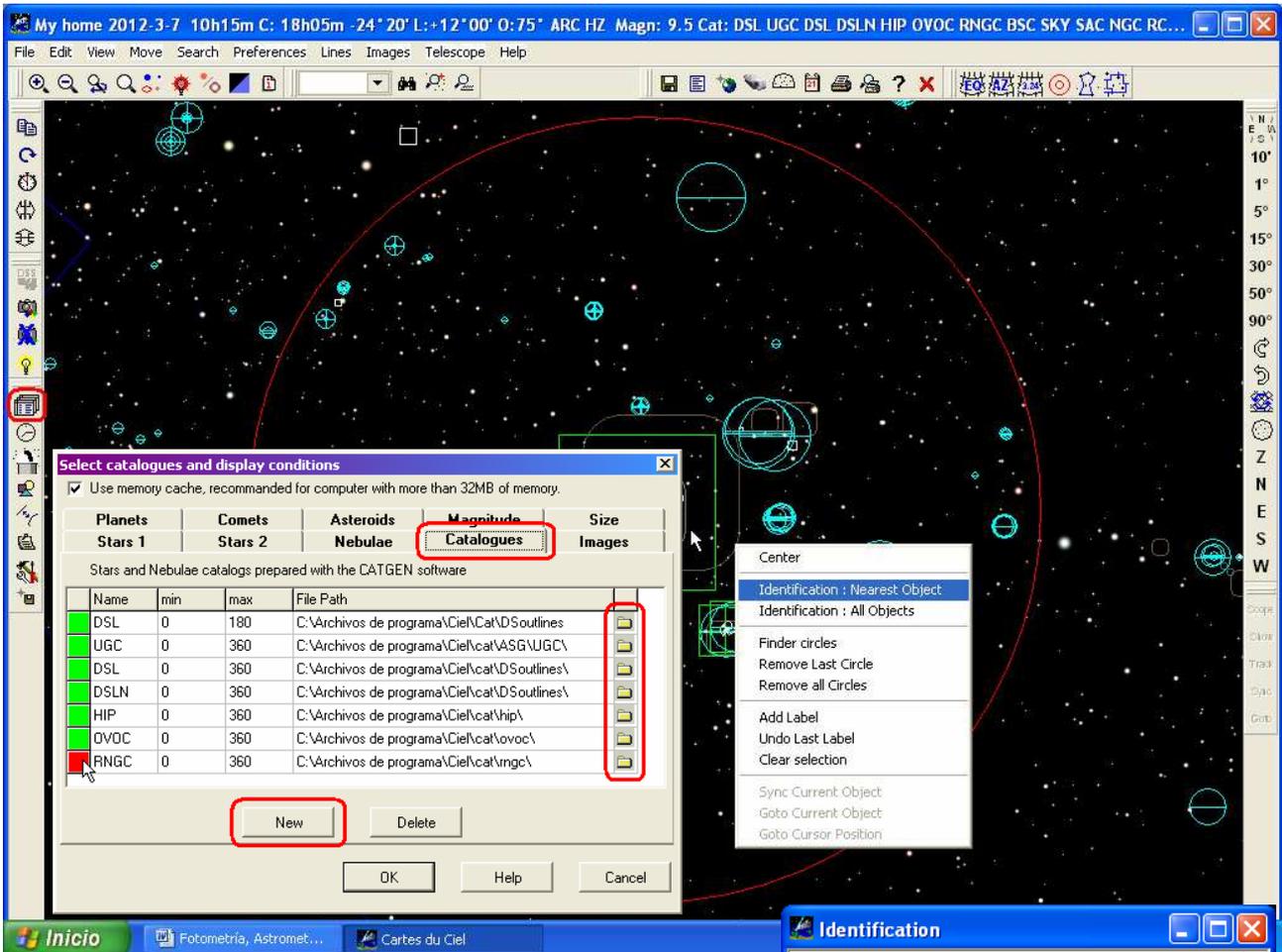
**3C:** tercer catalogo de radiofuentes en 159 MHz publicado en 1959 por la universidad de Cambridge y revisado por Benett a 178 MHz en 1962. **ABELL:** catalogo de 2712 cúmulos de galaxias compilado por George Ogden Abell de las placas "Palomar Observatory Sky Survey" y publicado en 1958, para 1989 se extiende al cielo austral haciendo uso de las imágenes del telescopio Schmidt del Reino Unido ubicado en Australia con 5250 cúmulos de galaxias. **Bochum:** catalogo de 15 cúmulos estelares abiertos poco densos. **IRAS:** catalogo de 350.000 fuentes infrarrojas elaborado por el satélite Infrared Astronomical Satélite en 1983 en las bandas de 12, 25, 60, y 100 mμ. **KING:** catalogo de 27 cúmulos estelares abiertos medianamente densos. **MCG:** Morphological Catalog Galaxias. **MEL, Mrk:** catalogo MK o Markarian contiene galaxias que presentan un espectro continuo en el UV debido a un objeto supercaliente en ellas. **PGC:** catalogo de galaxias principales compilado por G. Paturel y L. Botinelli u publicado en 1989, contiene 73197 galaxias, actualizado con 983.261 galaxias más en 2003. **Pal:** catalogo de cúmulos globulares debiles realizado por el observatorio de monte palomar. **Tr:** catalogo elaborado por Robert J. Trumper de 37 cúmulos abiertos. **vdB:** catalogo de 159 nebulosas de reflexión publicado en 1966 Sidney van den Bergh. **WKK, ZOAG.**

**5zw, AM, AN, Arp:** catalogo de galaxias peculiares publicado en 1966 por Halton Arp con 338 galaxias interactuantes y/o en colisión. **B. Basel:** catalogo de sistemas estelares abiertos. **BCL, Be, Berk:** catalogo Berkeley de 104 cúmulos estelares abiertos. **Biur, CGCG:** catalogo de 29418 Galaxias y de Cúmulos de galaxias publicado por el CATLECH entre 1961 y 1968 conocido también como **ZWG** “Zwicky Galaxy Catalog”. **DCL, Czernik:** catalogo de 45 cúmulos estelares abiertos. **DCL, DG, Do, DRGC, DUKST, EGB, FAIR, FCC, Fein, Fg, FGC, FGCE, Gum:** catalogo publicado en 1955 por el australiano Colin Stanley Gum que contiene 85 nebulosas de emisión visibles desde el hemisferio sur, **H, Harvard, HDW, He2:** catálogo Hamburg/ESO Survey, **Hf, Ho, Hogg:** catalogo de 23 sistemas estelares abiertos. **Holmberg, HP, K1, K2, K3, K4, KCPG, KUG, LBN:** Lind’s Bright contiene casi todas las nebulosas de emisión conocidas. **LDN:** Lynd’s Dark catalogo que contiene casi todas las nebulosas oscuras conocidas. **Lo, Linga, M1, M2, M3, M4, Mayer, Mz, NPM1G, PB, Pal:** catalogo Palomar de cúmulos globulares débiles. **Pc, Pismis:** catalogo de nuevos cúmulos estelares en regiones del sur (20 estelares y 3 globulares) publicado por la astrofísica turca Paris Maria Pismis. **RKK, Roslund:** catalogo de 7 campos estelares poco densos. **Ru, Sa, Sh2:** Catalogo de Sharpless que lista varios cientos de las más importantes nebulosas de emisión. **SL, Stock:** Catalogo recopilado por Jurgen Stock de 24 cúmulos abiertos débiles. **Ter, Terzan:** catalogo de 12 cúmulos globulares. **Tombaugh:** catalogo de 5 cúmulos estelares abiertos entre mag 8 y 12. **Wray16, Y\_C2, ZWG** otro nombre del catalogo CGCG.

Si seleccionamos cualquiera de estos catalogos en HNSKY o Cartes du Ciel, las magnitudes son mostradas con un solo decimal ya que se han redondeado los valores, así que debemos copiar las designaciones de las estrellas que usaremos para la calibración según el catalogo que estemos usando, por ejemplo **TYC 7386-562**, y con estas designaciones buscamos su magnitud detallada, coordenadas y otros datos, en la base de datos del observatorio de Stramburgo, desde sus herramientas **VizieR, Simbad** o **Aladin** (Base de Datos de Objetos Extragalacticos), las cuales se explican mas adelante.

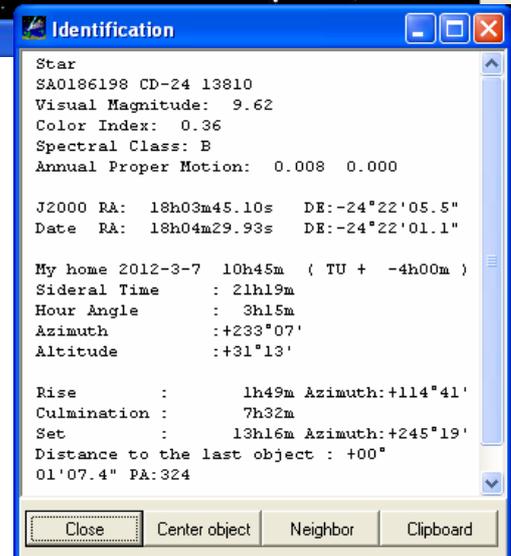
Existen otros catalogos de donde podemos tambien obtener información como **APASS, TASS**, estos se describen en la pag 99.

En el programa **Cartes du Ciel** podemos acceder a los mismos catálogos ya mencionados, para activarlos nos vamos al icono  de la barra izquierda y abrimos el cuadro **Select catalogues and display conditions**, y en la pestaña **Catalogues**, podemos activar cualquier catálogo que tengamos cargado en la carpeta donde se instaló el programa Archivos de programa Ciel/cat, en esta carpeta cat se guardan los catálogos que descargamos. Para activar o desactivar la visualización de cualquier catálogo seleccionado, solo tocamos con el cursor el cuadro izquierdo, los colores nos nos indican: verde activado y rojo desactivado. Para que la configuración de los catálogos activados, el campo de la CCD y el Buscador, se mantenga cada vez que abrimos el programa, tenemos que guardarlas en el menú **Preferences/Sve options**.



Si queremos conocer las coordenadas de un objeto región del cielo u objeto, nos paramos sobre el y con el botón derecho escogemos la opción **Identification Nearest Object**, y se muestran las magnitudes en las diferentes bandas que tenemos en la carpeta, así como las coordenadas del mismo.

Las coordenadas mostradas bajo el nombre **J2000** se refieren a la posición calculando los movimientos propios de las estrellas para la época del año 2000. Esto se hace porque cada año la posición de las estrellas es ligeramente diferente y a medida que estas están más cercas el movimiento se percibe más acentuado. Por ejemplo las estrellas del cúmulo M 45 “las pleyades” a 430 a.l, tienen un movimiento propio anual promedio de 0.00825” o 8.25 mas (milisegundos de arco), mientras que alfa centauro (segunda estrella más cercana) 4.3 a.l, posee un movimiento propio anual de 3.7”. Las coordenadas mostradas bajo el nombre **Date** muestran la posición del objeto para la época que tenga nuestra PC en ese momento.



## La Herramienta Variable Star Plotter (VSP) de la AAVSO

Una excelente herramienta de la AAVSO accesible desde <http://www.aavso.org/vsp> es (VSP) que permite crear cartas del campo de nuestro objeto variable con estrellas de comparación. la imagen derecha esta traducida al español para explicar las opciones, pero la herramienta esta en ingles. Debemos colocar el nombre del objeto de interes, en este ejemplo se uso la variable **SV Sgr**, pueden servir nombre como **v1776 Sgr**, pero si solo es sospechosa de variabilidad por ejemplo **nsv 24188**, la herramienta no consigue el objeto y nos envia a la herramienta **VSX (Variable Star Index)** o **Indice de Estrellas Variables** para verificarla, y no puede crear la carta. Podemos escribir el nombre de la estrella variable con una designacion diferente, por ejemplo su designacion HD, o dejar vacio el nombre e introducir las coordenadas en opciones avanzadas.

Luego de colocar el nombre, escogemos la escala del campo de la carta, las opciones ya vienen predeterminadas con letras de la A a la G, cada una con menor campo, para CCD las mas adecuadas va a ser E, F y G. al escoger en orientacion CCD el norte se muestra por defecto en la carta arriba y el este a la izquierda (al inverso que en Visual). Con esto ya es suficiente para pulsar el botón **PLOT CHART** y generar la carta, pero se mostrara como un dibujo donde las estrellas son circulos de diferentes diámetros según su brillo, esto puede confundirnos fácilmente porque se superponen las estrellas que estan mas juntas, y no tiene ninguna similitud con una imagen tomada con una camara y nuestro telescopio, ya que casi siempre se hace irreconocible el campo, por esto lo mejor es irnos a pociones avanzadas y escoger que nos gustaria mostrar la carta usando una imagen DSS (Digital Sky Survey). Cuando usamos la imagen DSS las opciones Campo de Vision, Limite de Magnitud, y Resolucion quedan inoperativas porque la confguracion escojida se aplica por defecto, de la resolcion escijida en latras y de la magnitud limite de la propia imagen DSS.

Las cartas siguientes corresponden a escala E y la segunda a escala F. se puede ver que el dibujo es muy inadecuado para identificar las estrellas si la comparamos con nuestra imagen ya que las estrellas se superponen al mostrar diferentes diámetros para hacer alision a la magnitud.

### Estrella variable Plotter (VSP)

#### VARIABLE STAR PLOTTER

**¿QUÉ ES ESTO?**

La Estrella variable Plotter (VSP) es la línea de carta de la AAVSO programa que traza dinámicamente mapas estelares para cualquier objeto. Seleccione una escala de campo de la carta de la AAVSO para cualquier objeto actualizado en el programa de Variables (VSX).  
 Select one...  
 A (15°)  
 B (3°)  
 C (2°)  
 D (1° = 60')  
 E (30.0')  
 F (18.5')  
 G (7.5')

**¿QUÉ PUEDO HACER?**

Al ingresar un nombre de objeto o de sus coordenadas en el cielo, la Estrella variable Plotter puede producir un mapa de las estrellas de ese objeto o ubicación, y adaptarlo a sus necesidades de observación específicos. Muchos parámetros diferentes son ajustables a través de esta interfaz, que le permite obtener la tabla perfecta para el trabajo. Personalizable campo de vista, la resolución de impresión, limitar la magnitud y la orientación se pueden establecer para cualquier gráfico de trazado, o estos valores pueden ser escalas de auto-asignado mediante la selección de uno de la tabla de la herencia familiar para muchos de nuestros observadores de largo plazo. Los gráficos producidos por esta herramienta incluyen secuencias estrella comparación de las estimaciones magnitud visuales.

**¿CÓMO PUEDO OBTENER AYUDA?**

Para obtener instrucciones detalladas sobre el uso de VSP, consulte la [Guía de ayuda](#). También le proporcionamos una [API método GET](#) para instalar gráficos en su sitio web o de software a medida. Si usted necesita ayuda adicional, puede enviarnos un email a [aavso@aavso.org](mailto:aavso@aavso.org).

**Trazar un gráfico rápido ...**

¿CUÁL ES EL NOMBRE, DENOMINACIÓN O AID del objeto?  
Requerido si no hay coordenadas se proporcionan a continuación  
 SV Sgr

**ELEGIR UNA ESCALA gráfico predefinido**  
A es más grande, más lento; G es más pequeño, más rápido.  
 Seleccione u

**ELIGE UNA ORIENTACIÓN TABLA**  
 Visual  Invertida  CCD

¿QUIERES UNA CARTA O UNA LISTA DE CAMPO FOTOMETRÍA?  
 Carta  Tabla Fotometría

**PLOT CHART**

---

**OPCIONES AVANZADAS**

¿TIENE UNA CARTA ID?  
Un ID Gráfico le permitirá reproducir gráficos anteriores

**PARCELA EN COORDEINADAS**  
Obligatorio si no se proporciona el nombre por encima de  
 **La ascensión recta**  
 **RECHAZO**

¿CÓMO SERÁ EL TÍTULO DE ESTE CUADRO DE SER?  
Se muestra en la parte superior central de la carta

¿QUÉ COMENTARIOS SE DEBE MOSTRAR en el gráfico?  
Aparece debajo del campo de estrellas gráfico

**OPCIONES DE DIVERSAS**

**CAMPO DE VISIÓN °**

**LÍMITE DE MAGNITUD °**

**RESOLUCIÓN °**

**¿QUÉ orientación norte-sur le gustaría?**  
 Norte arriba  Norte abajo

**¿QUÉ ESTE-OESTE ORIENTACIÓN LE GUSTARÍA?**  
 Este Derecha  Este Izquierda

**¿LE GUSTARÍA mostrar una imagen DSS EN LA CARTA?**  
En caso afirmativo, recupera y muestra una imagen del Digitized Sky Survey  
 No  Sí

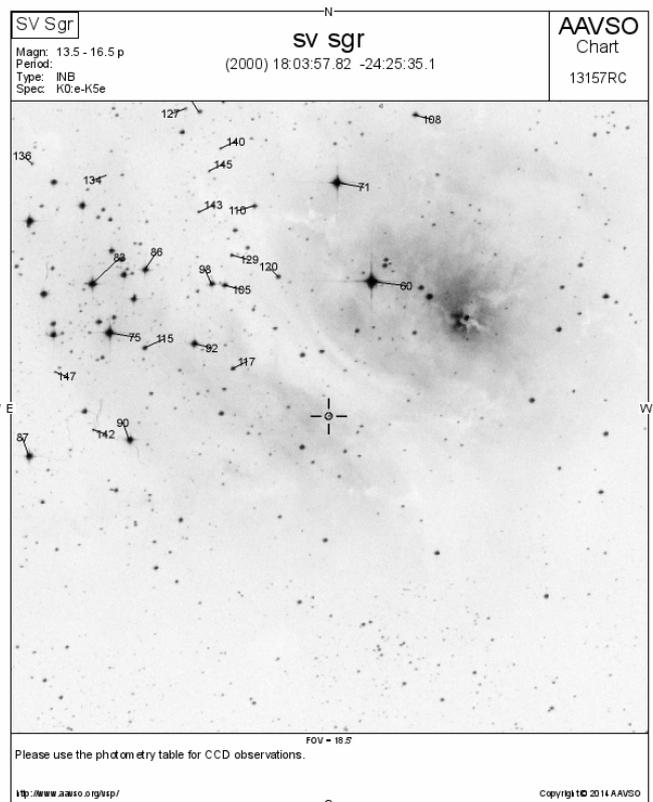
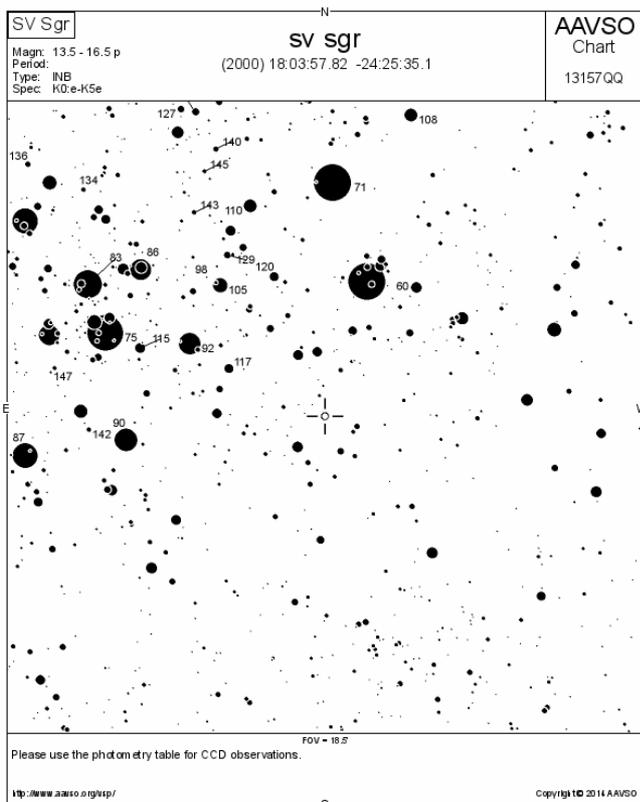
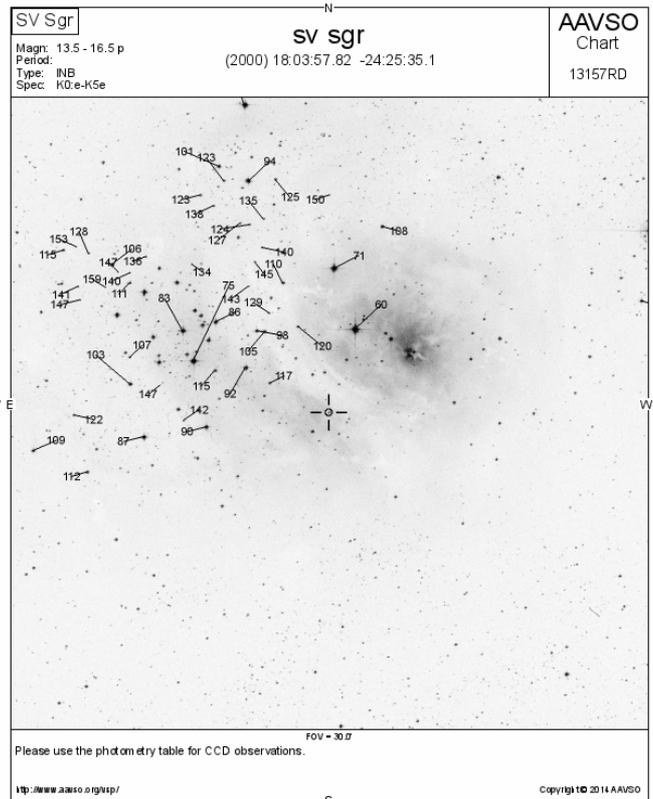
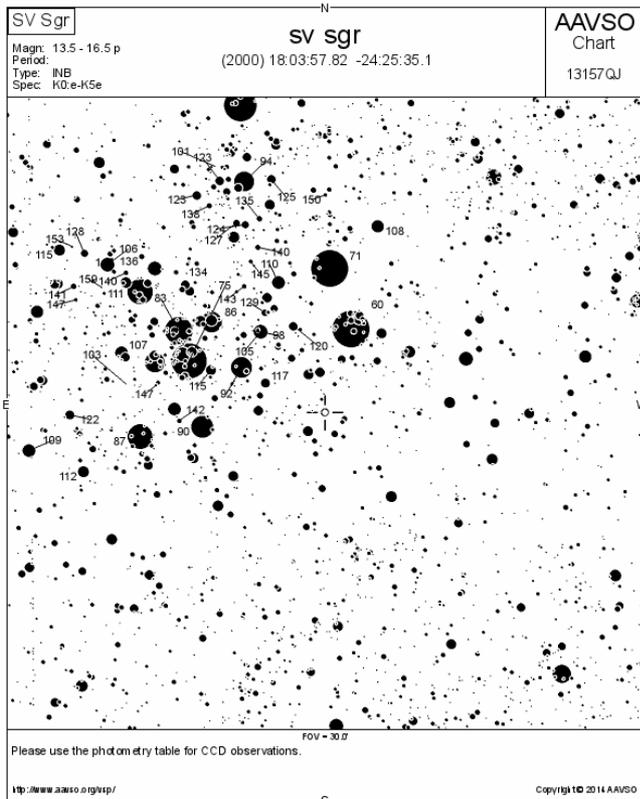
¿QUÉ OTRAS ESTRELLAS VARIABLES deben marcarse?  
 Ninguno  GCVS sólo  Todo

¿LE GUSTARÍA TODAS LAS ETIQUETAS DE MAGNITUD tener líneas?  
En caso afirmativo, esto obligará a las líneas que se desprende de todas las etiquetas de magnitud a las estrellas  
 No  Sí

¿Cómo le gustaría LA SALIDA?  
Si se le aparecen HTML, encabezados / pies de página y otra información adicional  
 HTML  Imprimible

¿LE GUSTARÍA UNA CARTA BINOCULAR?  
Gráficos binoculares omiten etiquetas comparación estrellas no útiles para la visualización binocular.  
 No  Sí

¿LE GUSTARÍA UNA CARTA campo estándar?  
Etiquetas de estrellas de comparación tablas campo omitir estándar no incluidos en el campo estándar.  
 No  Sí



En la parte superior de la carta tenemos la opción **Photometry Table for this Chart**, al pulsarla se muestra la tabla con los valores de las estrellas de calibración, mostrada en la página siguiente.

Los numeros en la columna **Label** corresponden con los numeron en la carta. Las magnitudes estan dadas con 3 decimales, y con el error en la medida. El numero al lado derecho superior e la medida, es la referencia al catalogo de donde proviene, que es mostrado junto con los catalogos usados en una lista después de la tabla (**Source Reference Table**).

#### Field Photometry for *sv sgr* From the AAVSO Variable Star Database

Data includes all comparison stars within 0.15417° of RA: 18:03:57.82 (270.99092) & Decl.: -24:25:35.11 (-24.42642).

AUID	RA.	Dec.	Label	U	B	V	B-V	Re	Ic	J	H	K	Comments
000-BCB-063	18:03:52.44 [270.96851d]	-24:21:38.6 [-24.36072d]	<b>60</b>	5.080 (0.173) <sup>22</sup>	5.970 (0.141) <sup>22</sup>	5.970 (0.100) <sup>22</sup>	0.000 (0.173)	-	-	5.747 (0.021) <sup>8</sup>	5.748 (0.033) <sup>8</sup>	5.731 (0.019) <sup>8</sup>	
000-BCB-067	18:03:56.84 [270.98685d]	-24:18:45.1 [-24.31253d]	<b>71</b>	-	7.039 (0.047) <sup>1</sup>	7.083 (0.032) <sup>1</sup>	-0.044 (0.057)	-	-	7.006 (0.013) <sup>8</sup>	7.053 (0.041) <sup>8</sup>	7.072 (0.011) <sup>8</sup>	
000-BCB-130	18:04:25.83 [271.10764d]	-24:23:08.3 [-24.38564d]	<b>75</b>	-	7.576 (0.048) <sup>1</sup>	7.452 (0.032) <sup>1</sup>	0.124 (0.058)	-	-	6.648 (0.015) <sup>8</sup>	6.482 (0.043) <sup>8</sup>	6.168 (0.023) <sup>8</sup>	
000-BCB-138	18:04:28.03 [271.11679d]	-24:21:42.8 [-24.36189d]	<b>83</b>	-	8.348 (0.048) <sup>1</sup>	8.286 (0.029) <sup>17</sup>	0.062 (0.056)	-	-	7.932 (0.017) <sup>8</sup>	7.970 (0.043) <sup>8</sup>	7.899 (0.025) <sup>8</sup>	
000-BCB-118	18:04:21.27 [271.08862d]	-24:21:18.2 [-24.35506d]	<b>86</b>	-	8.558 (0.075) <sup>1</sup>	8.571 (0.060) <sup>17</sup>	-0.013 (0.096)	-	-	8.635 (0.013) <sup>8</sup>	8.611 (0.037) <sup>8</sup>	8.545 (0.021) <sup>8</sup>	
000-BCB-160	18:04:36.08 [271.15033d]	-24:26:44.6 [-24.44572d]	<b>87</b>	-	9.241 (0.043) <sup>1</sup>	8.667 (0.011) <sup>17</sup>	0.574 (0.044)	-	-	7.428 (0.007) <sup>8</sup>	7.120 (0.029) <sup>8</sup>	7.068 (0.021) <sup>8</sup>	
000-BCB-122	18:04:23.23	-24:26:16.7	<b>90</b>	-	9.029	9.002	0.027	-	-	8.423	8.369	8.275	

- **AUID** is the AAVSO Unique Identifier for the star. When reporting a problem, please include this AUID.
- Coordinates are in J2000 sexagesimal format, followed by decimal degrees
- [Click here for a search of variable stars in this field](#) via VSX
- **Label** is that star's label when plotted on an AAVSO chart, this is usually (but not always) its V magnitude rounded to the tenths.

#### Source Reference Table

Footnote	Source	Footnote	Source	Footnote	Source
1	Tycho-2	13	Draper, Draper Ext.	25	DENIS
2	GSC 1.2	14	NSV	26	CMC14
3	GSC 2.2.1	15	AAVSO Charts from <2006	27	RR Lyr Comp Star Database
4	USNO A2	16	TASS	28	Bright Star Monitor
5	USNO B1	17	ASAS3	29	APASS
6	GCVS	18	Sonoma Research Obs.	30	Wright 28cm
7	USNO Astrograph	19	Other	31	Wright 30cm
8	2MASS	20	GCPD	32	Mt. John 60cm
9	AAVSO Charts from ~2006-2008	21	SDSS	33	Sonoma 50cm
10	Henden USNO 1m	22	BSC	34	K35
11	CVCAT	23	B. Skiff's LONEOS	35	Landolt UBVRi 2007
12	Hipparcos	24	WBVR	36	Landolt UBVRi 2009

En algunos casos vamos a necesitar datos que no se hayan en estos programas o donde estos serán insuficientes. Si este es el caso, usaremos el servicio de catálogos astronómicos del **Centre de Données Astronomiques de Strasbourg** en la que su herramienta **VizieR**. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>, fue abierta al público desde 1997. Lo primero que debemos hacer es elegir los catálogos de donde queremos obtener los datos (magnitudes, coordenadas, y otros parámetros como temperatura, extinción, etc.). Para esto el campo **Wavelength** nos muestra una lista de bandas espectrales (Radio, IR, Optical, etc), elegimos la banda donde estamos trabajando, y en **Astronomy**: el tipo de objetos para el cual se diseñó el catálogo. Si conocemos el nombre del proyecto que generó el catálogo, lo buscamos en la lista **Misión**, en **Preferentes** colocamos el máximo de resultados de la búsqueda y presionamos el botón derecho **Find Catalogs**.

The screenshot shows the VizieR Service interface. At the top, there are logos for CDS, Simbad, VizieR, Aladin, Catalogs, Dictionary, Biblio, Tutorials, and Resources. Below the logos, the text reads "VizieR Service" and "new CDS Portal: search by position for available data in CDS services (Simbad, Aladin and VizieR)".

The main search area is titled "Find catalogs among 9391 available". It includes a "Clear" button, a search input field, and a "Find..." button. Below the search input, there is an "Expand search" checkbox. To the left, there is a "Search Criteria" panel with a "Preferences" section where "max:" is set to 50 and "HTML Table" is selected. Below "Preferences" are checkboxes for "All columns" and a "Compute" button. To the right of the search input, there are three dropdown menus: "Wavelength" (set to "optical"), "Mission" (set to "Chandra"), and "Astronomy" (set to "Binaries:cataclysmic").

Dependiendo de cuantos resultados colocamos la búsqueda puede hacerse larga, hasta aparecer una lista con detalles.

The screenshot shows the "Catalog Selection Page" in VizieR. It displays a list of search results for "optical" objects. The results are shown in a table with columns for "Tables", "Density", "Rows", and "Actions".

Tables	Density	Rows	Actions
I/271	(density 34)	455M	<a href="#">Similar Catalogs</a> <a href="#">ReadMe+ftp</a>
I/271/out		(c) The Full GSC2.2.1 Catalogue (455851237 objects) (455851237 rows)	
I/197A	(density 2)	3M	<a href="#">Similar Catalogs</a> <a href="#">ReadMe+ftp</a>
I/197A/tic		(c) The catalogue, zones 0/37.5deg (3154204 rows)	

Red boxes highlight the following entries in the table:

- The GSC 2.2 Catalogue (STScI, 2001)
- Tycho Input Catalogue, Revised version (Egret+ 1992)

Una vez elegimos el catálogo o los catálogos que necesitamos, copiamos su nombre y lo pegamos en el campo **Find catalog among 9063 available**, y en el campo **Search by Position across 9366 tables** escribimos el objeto que estamos estudiando, las coordenadas se mostraron para el año **2000**, pero podemos cambiar esta fecha. En las casillas: **Target dimension** colocamos el tamaño del campo en minutos de arco que queremos cubrir en la búsqueda. En **Preferentes** colocamos la cantidad de estrellas. Una vez establecidos los parámetros de búsqueda presionamos el botón derecho **Go!**

The screenshot shows the VizieR Service interface with search criteria and search by position options. The "Search Criteria" panel on the left shows "max:" set to 100 and "HTML Table" selected. The main search area is titled "Find catalogs among 9391 available". It includes a "Clear" button, a search input field containing "Stars, Normal System N30 (Morgan 1952)", and a "Find..." button. Below the search input, there is an "Expand search" checkbox. To the right of the search input, there are three dropdown menus: "Wavelength" (set to "optical"), "Mission" (set to "Chandra"), and "Astronomy" (set to "Binaries:cataclysmic").

The "Search by Position across 9743 tables" section is highlighted with a red box. It includes a "Target Name (resolved by Sesame) or Position:" input field containing "ngc 6475", a "J2000" dropdown menu, a "Target dimension:" input field containing "120 arcmin", and a "Go!" button. Below the "Target dimension:" input field, there are radio buttons for "Radius" (selected) and "Box size".

**Preferences**

max: 50

HTML Table

All columns

▼ **Compute**

Distance

Distance (x,y)

Galactic

J2000

B1950

Ecl. J2000

default

Sort by Distance

No sort

**Position in:**

Sexagesimal

Decimal °

Los catalogos más recomendables para magnitudes en las bandas B, V, Rc, Ic y r', i', z', son:

**Homogeneous Means in the UBV System (Mermilliod 1991). (UBV Johnson) (92964 rows)**  
**SDSS and Johnson-Cousins photometry of F-K stars (Just+, 2008).**

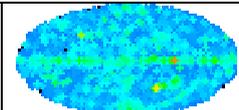
**All-sky spectrally matched Tycho2 stars (Pickles+, 2010). (g', r', i', z'Sloan) (2429446 rows)**

En el panel izquierdo (imagen izquierda) además de escoger la época de las coordenadas, escogemos también en la opción **Position** in: **Sexagesimal** para que se nos muestre las coordenadas **AR** y **DE** de los objetos en horas minutos y segundo y grados respectivamente. La cantidad de objetos lo establecemos en la opción: **Preferences/max**:

Finalmente nos aparecerá una lista de estrellas de referencia del catalogo para la zona que elegimos, la cantidad de estrellas no sobrepasara el valor colocado en Preferences/max:

En esta las tres columnas en color rojo son computadas por Vizier, y no son parte de la data original, esta es la lista de coordenadas en AR y DEC, ella nos servira para ubicar objetos que tengan nombres diferentes en el catalogo Vizier y el programa que estamos usando, para ello tocamos el objeto y apareceran sus coordenadas 2000, estas las comparamos con esta lista roja y coincidirán si se trata del mismo objeto.

<u>Full</u>	<u>r</u>	<u>RAJ2000</u>	<u>DEJ2000</u>	<u>Name</u>	<u>RAJ2000</u>	<u>DEJ2000</u>	<u>n</u>	<u>Vmag</u>	<u>B-V</u>	<u>u</u>	<u>U-B</u>	<u>u</u>	<u>V-R</u>	<u>V-I</u>
	<u>arcmin</u>	<u>"h:m:s"</u>	<u>"d:m:s"</u>		<u>"h:m:s"</u>	<u>"d:m:s"</u>		<u>mag</u>	<u>mag</u>		<u>mag</u>		<u>mag</u>	<u>mag</u>
<a href="#">1</a>	1.9041	17 53 54.70	-34 48 19.0	NGC 6475 32	17 53 54.70	-34 48 19.0		12.340	0.360					
<a href="#">2</a>	3.0093	17 53 37.50	-34 49 06.0	NGC 6475 26	17 53 37.50	-34 49 06.0		10.190	0.440					
<a href="#">3</a>	3.8157	17 54 06.00	-34 47 57.0	NGC 6475 30	17 54 06.00	-34 47 57.0		11.170	0.480					
<a href="#">4</a>	4.0597	17 53 30.70	-34 48 58.0	NGC 6475 28	17 53 30.70	-34 48 58.0		10.510	0.480					
<a href="#">5</a>	4.5838	17 53 29.40	-34 44 28.0	NGC 6475 25	17 53 29.40	-34 44 28.0		10.150	1.780					
<a href="#">6</a>	7.1535	17 53 13.20	-34 46 40.0	NGC 6475 31	17 53 13.20	-34 46 40.0		11.460	0.570					
<a href="#">7</a>	8.0885	17 53 09.00	-34 45 52.0	NGC 6475 29	17 53 09.00	-34 45 52.0		11.090	0.530					
<a href="#">8</a>	35.1607	17 51 02.90	-34 37 47.0	NGC 6453 A	17 51 02.90	-34 37 47.0		12.180	0.680					
<a href="#">9</a>	35.8038	17 51 02.70	-34 35 43.0	NGC 6453 B	17 51 02.70	-34 35 43.0		12.140	0.700					
<a href="#">10</a>	39.0821	17 50 50.70	-34 32 55.0	NGC 6453 E	17 50 50.70	-34 32 55.0		14.460	0.800					
<a href="#">11</a>	39.2598	17 50 46.70	-34 34 40.0	NGC 6453 D	17 50 46.70	-34 34 40.0		12.480	1.460					
<a href="#">12</a>	39.7463	17 50 45.80	-34 33 43.0	NGC 6453 C	17 50 45.80	-34 33 43.0		12.400	0.770					
<a href="#">13</a>	39.8452	17 50 47.90	-34 32 18.0	NGC 6453 F	17 50 47.90	-34 32 18.0		14.270	1.160					
<a href="#">14</a>	39.8948	17 50 47.00	-34 32 38.0	NGC 6453 G	17 50 47.00	-34 32 38.0		14.760	1.000					
<a href="#">15</a>	40.1660	17 50 42.60	-34 34 20.0	NGC 6453 H	17 50 42.60	-34 34 20.0		14.140	0.810					
<a href="#">16</a>	41.2592	17 50 33.60	-34 36 43.0	NGC 6453 J	17 50 33.60	-34 36 43.0		12.530	1.420					
<a href="#">17</a>	42.5468	17 53 01.10	-34 05 34.0	1751-3406 16	17 53 01.10	-34 05 34.0		16.160	2.160					
<a href="#">18</a>	43.2969	17 53 03.20	-34 04 42.0	1751-3406 18	17 53 03.20	-34 04 42.0		16.380	2.350					
<a href="#">19</a>	43.3914	17 53 01.10	-34 04 42.0	1751-3406 12	17 53 01.10	-34 04 42.0		14.630	0.880					
<a href="#">20</a>	43.5400	17 52 55.70	-34 04 49.0	1751-3406 2	17 52 55.70	-34 04 49.0		10.590	1.010					
<a href="#">21</a>	43.5445	17 53 03.50	-34 04 26.0	1751-3406 15	17 53 03.50	-34 04 26.0		15.790	0.900					
<a href="#">22</a>	54.5163	17 50 17.21	-35 20 20.3	V723 Sco E	17 50 17.21	-35 20 20.3		11.120	0.503		0.049			
<a href="#">23</a>	54.5283	17 50 22.16	-35 21 38.1	V723 Sco F	17 50 22.16	-35 21 38.1		12.349	0.430		0.188			
<a href="#">24</a>	55.9469	17 50 12.94	-35 21 33.1	V723 Sco B	17 50 12.94	-35 21 33.1		8.855	0.503		0.072			



**Available Visualisations:**

- [Plot the results with the VOPlot utility](#)
- [Plot of UBVR photometry of faint field stars \(Skiff 2007\) in this region with Aladin-Java](#)
- [Optical Image of the central part of this region with Aladin-Java](#)

## El Buscador Simbad

Podemos acceder a este servicio que es parte de los del Observatorio de Strasburgo, en el caso donde tenemos un objeto en nuestra imagen y no sabemos que es para buscar información sobre el en Vizier.

Podemos ver que se trata de la estrella HD 320852. La casilla dist(asec) nos indica a que distancia se encuentra de las coordenadas que introducimos, y sus coordenadas en la época elegida. Los objetos que aparecen debajo están ordenados según el alejamiento que tengan de las coordenadas introducidas. Al pulsar el enlace de identificación, se muestran las magnitudes en las bandas disponibles, una lista con todas sus designaciones, y una imagen de 3.2 minutos de arco de campo para visualizar el objeto y los objetos adyacentes (N hacia arriba, E a la izquierda).

Object query : coord 17 54 05.370 -34 33 46.80 (FK5, 2000, 2000), radius: 2 arcmin

Number of rows : 4   Equat.  Gal  SGal  Ecl

N	Identifier	dist(asec)	Otype	ICRS (J2000) RA	ICRS (J2000) DEC	Sp type	#ref 1850 - 2014	#notes
1	<a href="#">HD 320852</a>	0.48	*	17 54 05.40	-34 33 46.5	~	1	0
2	<a href="#">OGLE BLG-RRLYR-6583</a>	91.54	RR*	17 54 01.35	-34 32 29.9	~	1	0
3	<a href="#">RX J175404.9-343210</a>	96.97	X	17 54 04.9	-34 32 10	~	1	0
4	<a href="#">CD-34 12231</a>	101.72	*C	17 54 05.54	-34 32 05.1	~	2	0

Equat.  Gal  SGal  Ecl

## El Buscador Astrophysics Data System ADS de la NASA

Para la búsqueda de bibliografía profesional, podemos disponer del ADS, [www.adsabs.harvard.edu](http://www.adsabs.harvard.edu). En esta herramienta de búsqueda, introducimos el nombre del autor y año de la publicación, o el tema que buscamos en la casilla **Search**.

**ADS Services**

- [Search](#)
- [Browse](#)
- [myADS](#)
- [Mirrors](#)
- [Feedback](#)
- [FAQ](#)
- [What's new](#)
- [Site Map](#)
- [Help](#)

**Other NASA Centers**

- [CXC](#)
- [HEASARC](#)
- [IRSA](#)
- [MAST](#)
- [NED](#)
- [NSSDC](#)
- [PDS](#)
- [SPITZER](#)



**The SAO/NASA Astrophysics Data System**

[Search](#) [Browse](#) [Help](#)

**Welcome to the Digital Library for Physics and Astronomy**

This site is hosted by the  
[High Energy Astrophysics Division](#) at the  
[Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics](#)

[Sign on](#)

Luego de activar la búsqueda en el boton Search, aparecen los resultados, como se muestra en el ejemplo inferior. Donde se muestra la referencia bibliografica, el autor o autores, año de publicación y el titulo del trabajo. Para acceder a este pulsamos el cursor sobre la referencia bibliografica. Por ejemplo [1992MNRAS.259P...23L](#) y se abrita un enlace con las

### SAO/NASA Astrophysics Data System (ADS)

#### Query Results from the ADS Database

[Go to bottom of page](#)

Selected and retrieved 18 abstracts.

Sort options

#	Bibcode Authors	Score Title	Date	<a href="#">List of Links</a> <a href="#">Access Control Help</a>
1	<input type="checkbox"/> <a href="#">1992MNRAS.259P...23L</a> Livio, M.; Pringle, J. E.	100.000 Dwarf nova outbursts - The ultraviolet delay and the effect of a weakly magnetized white dwarf	12/1992	<a href="#">A</a> <a href="#">F</a> <a href="#">G</a> <a href="#">R</a> <a href="#">C</a> <a href="#">S</a> <a href="#">U</a>
2	<input type="checkbox"/> <a href="#">1992ApJ...393..516L</a> Livio, Mario	98.842 Classical novae and the extragalactic distance scale	07/1992	<a href="#">A</a> <a href="#">F</a> <a href="#">G</a> <a href="#">R</a> <a href="#">C</a> <a href="#">U</a>

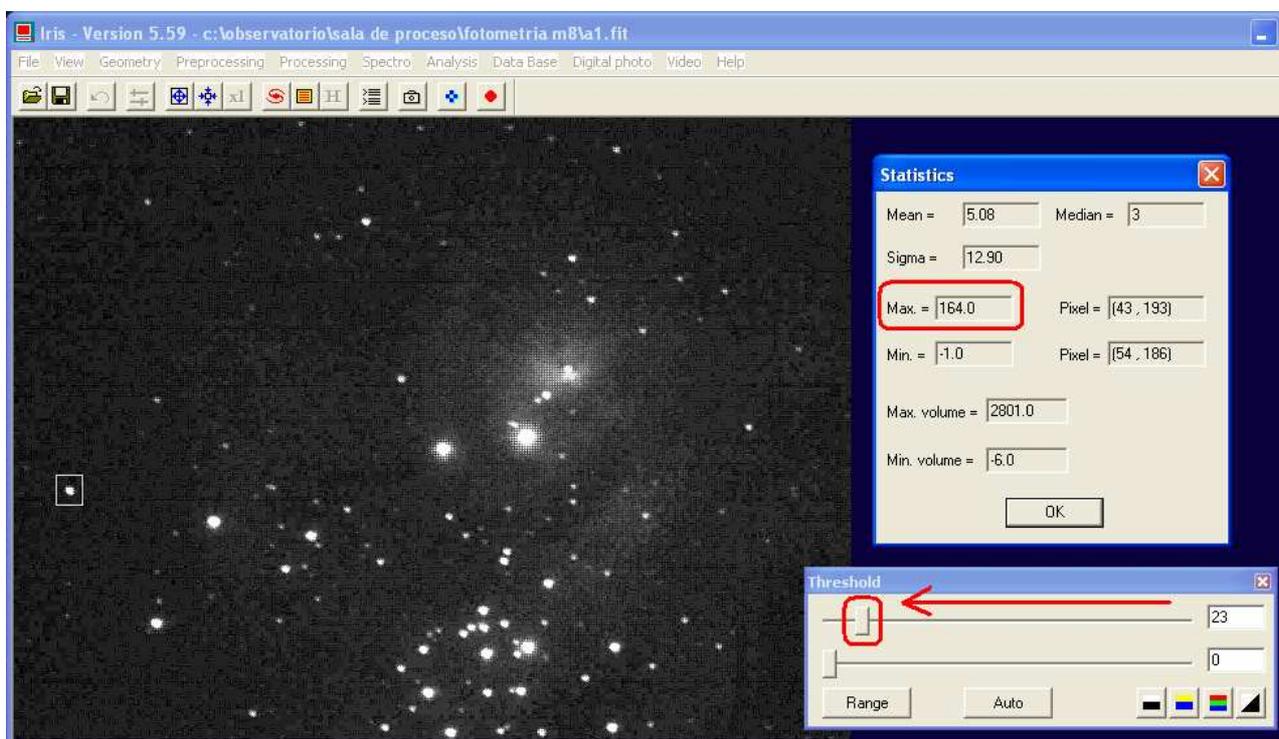
Opciones: (PDF/Postscript) nos da acceso al documento en PDF, y (GIF) permite visualizarlo, podemos guardar las imágenes de cada pagina en GIF. Estas son las mejores opciones, aunque algunas publicaciones no disponen de estas dos.

### SAO/NASA ADS Astronomy Abstract Service

- [Find Similar Abstracts](#) (with [default settings below](#))
- [Full Refereed Journal Article \(PDF/Postscript\)](#)
- [Full Refereed Scanned Article \(GIF\)](#)
- [References in the article](#)
- [Citations to the Article \(116\)](#) ([Citation History](#))

## Verificación de los Objetos a Medir

Independientemente de que programa utilicemos para realizar las medidas de brillo, debemos abrir uno de los cuadros CFA individuales de la captura original, **SIN HABERSE CORREGIDO** de Bias, Dark y Flat, e ir encerrando las estrellas de comparación y también el objeto a medir, para verificar la máxima señal de las estrellas con las que vamos a trabajar, si alguno de los objetos tiene una lectura en la casilla **Max:** superior a **211 ADUs**, ese objeto se salió del rango dinámico superior y su brillo esta desvirtuado, si por el contrario su valor en la misma casilla Max: es inferior a **34 ADUs**, tampoco esta en el rango de linealidad, pero se pueden hacer medidas, solo que muestran mayor error. Lo ideal es que alcancen un nivel en ADUs para los objetos a medir en entorno al 60%. Es decir  $211 / 100 = 2,11$ , y  $2,11 * 60 \% = 126.6$  ADUs. Esta prueba se hace a la imagen en bruto tambien antes de capturar la secuencia para establecer el tiempo de exposición de la misma, porque el Antiblooming dreña electrones sin distinguir cuales vienen de corriente Dark y Bias o cuales bienen de la señalde los objetos. Si solo alguno de los canales se satura independientemente, la lectura en la imagen RAW mostrara un valor superior a **211 ADUs**, indistintamente de cual canal R, G o B se saturo primero que el otro, debido al color del objeto.



Esta imagen CFA de verificación la debemos tener abierta en el transcurso del proceso de selección de estrellas de calibración, porque cuando los valores de las imágenes se adicionan, se pierden los valores originales de brillo que nos indican si el píxel esta saturado o si esta muy cercano al valor inferior en que las lecturas dejan de ser lineales. Esta es la razón de comprobar las estadísticas de los objetos que nos interesan en el momento de la captura, cuando realizamos imágenes para fotometría. Todas las imágenes deben ser corregidas del preproceso (bias, dark, y flat). Sin embargo no vamos a realizar las medidas en estas imágenes individuales, debemos adicionar cierta cantidad de imágenes, dependiendo de las condiciones de transparencia y magnitud del objetivo, observadores mas experimentados en fotometria con webcam recomiendan una cantidad de entre 12 a 36 imágenes, cada una con unos 12 segundos el tiempo de exposición, esto por supuesto dependiendo del brillo del objeto.

Una vez tenemos la secuencia de imágenes formadas a su vez por secuencias adicionadas aritméticamente “en el caso de ser muchas imágenes, vamos a descomponerlas en los componentes RGB desde el menú **Digit photo/Secuence RGB separation...** o **RGB separation...** para una imagen individual. A estas imágenes donde vamos a realizar las medidas, **NO LE DEBEMOS APLICAR LA CORRECCION POR BALANCE DE BLANCOS**, porque el factor de corrección a magnitud Johnson que determinaremos con la calibración fotométrica, se ha realizado tomando en cuenta esta diferencia de transmisión de la matriz. Ahora abrimos el componente G, correspondiente a V Johnson en cualquiera de los programas descritos aquí para realizar las medidas. Aunque podemos trabajar con cualquier canal “R, G, B, o RGB IR ADD”.

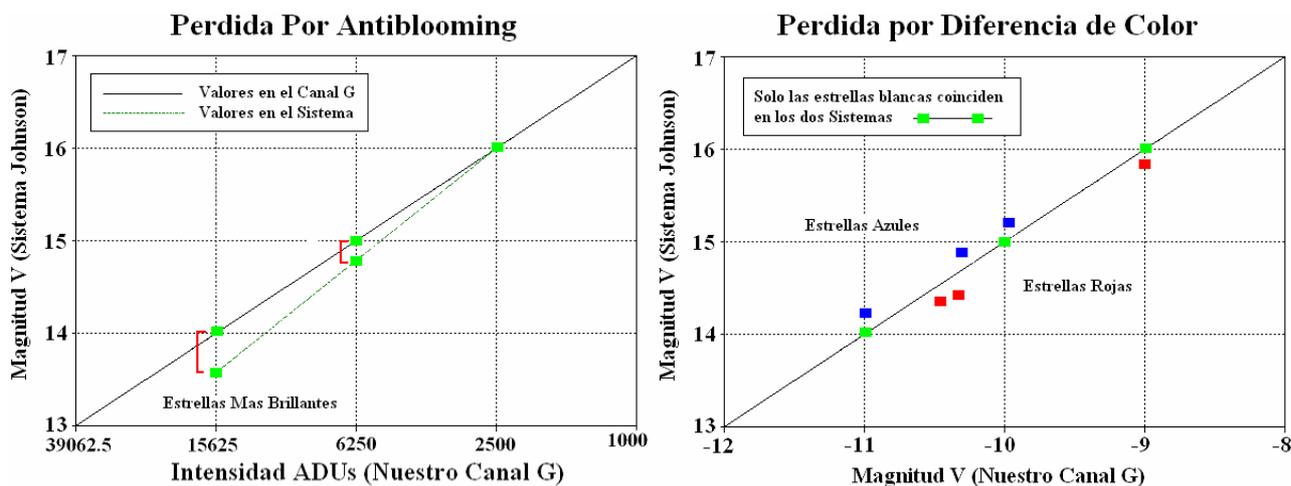
## Limitaciones de la Fotometria no Transformada

La fotometria que veremos en los siguientes apartados, usa un solo canal y es corregida solo de extinción atmosférica de 1er orden, pero no de de extinción 2do orden.

Los programas para fotometria tienen diferentes metodos para realizar el calculo, basados en las mismas formulas, explicadas a continuación. Si se usa una sola estrella de referencia de brillo conocido para calcular la magnitud de una estrella de brillo desconocido, el programa internamente calcula el valor de todas las ADUs recogidas en el anillo de medición y cuantifica su total, como las magnitudes aumentan en una unidad, cada vez que el brillo se duplica 2.5 veces, entonces una estrella que tuviera un brillo total 1000 ADUs (imagen inferior derecha) y cuya mag fuese por ejemplo de 17, al aumentar el brillo 2.5 veces  $1000 \text{ ADUs} * 2.5 = 2500 \text{ ADUs}$ , la magnitud aumentaria en una unidad, en nuestro ejemplo a (mag 16). Realmente el programa convierte internamente la escala de intensidades a brillo usando la siguiente ecuación:

$$\text{Mag} = -2.5 * \text{Log} (\text{Intensidad en ADUs}) + \text{Punto 0}$$

Entonces se asigna un valor de magnitud al valor de referencia, para calibrar el Punto 0 (en azul en la ecuación), si no le damos la magnitud de referencia, el mostrara el brillo transformado a escala de magnitudes sin hacer ese ajuste, lo que genera valores negativos. En nuestras camaras con antiblooming, este metodo es impreciso, porque aun dentro del rango de linealidad, el antiblooming drena electrones a una tasa muy baja, como se vio en la (pag 20), asi que una estrella con intensidad 2650 ADUs, equivalente a mag 15, al aumentar la intensidad  $2650 * 2.5 = 15625 \text{ ADUs}$ , deberia equivaler a 14 mag, pero al revisar la magnitud del catalogo seria más brillante que ese valor, el brillo fue drenado de nuestro valor por el antiblooming, subestimandose el brillo real. Esto se acentua para las estrellas mas alejadas de la estrella de referencia.



Cuando los programas nos piden más de una estrellas de comparación, pueden usar el metodo anterior usando el promedio de los flujos de las estrellas de comparación para obtener el resultado, mejorandose la precisión, pero no solventa el efecto del antiblooming. Si realiza el calculo aplicando un ajuste de regresión, se usan los valores reales de varias estrellas para establecer la relación X versus Y, y se cancela bastante bien la perdida de antiblooming, pero no cancela el efecto del cual se habia hablado en la (pag 27), donde según la diferencia de nuestros filtros con respecto al sistema estandard, si este se encuentra desplazado hacia el azul (ejemplo superior derecho), correspondiente al canal G, las estrellas mas azules seran mas brillantes en nuestro canal de lo que son en el catalogo de magnitudes Johnson, y las estrellas rojas, que seran mas debiles en nuestro canal que el sistema Johnson. Esto producira un calculo erroneo, debido a la distorsión de los valores reales de referencia para el ajuste de regresión, que empeora mientras mayor diferencia de color tengan las estrellas de comparación, con respecto a nuestro objeto en estudio. Por esto los valores de las estrellas de referencia deben ser muy precisos, o usarse varias estrellas, y aunque no siempre es posible, del mismo tipo espectral que el objeto en estudio.

Teniendo en cuenta los puntos mencionados, esta fotometria proporciona muy buenos resultados. Sin embargo estrellas de referencia bien conocidas y del mismo color que el objeto, no es siempre posible, en el estudio de objetos donde tenemos que cambiar las estrellas de calibración regularmente, o bien por el cambio de brillo del objeto en si mismo, que hace necesario estrellas de calibración de diferentes brillos en cada época, o porque que el objeto se mueve, como los asteroides y cometas, lo que obliga también al cambio en las estrellas de calibración. Los estudios más avanzados que serán descritos más adelante, requieren de medidas donde nuestro sistema ha sido bien caracterizado y calibrado como se describira en el apartado **Calibración Absoluta** (pag 77). Pero el metodo de medición en la imagen, es el mismo descrito a continuación.

## Fotometría con IRIS

Una vez abierto el componente “R, G o B” con el que vamos a trabajar, Iris nos permite introducir una única estrella de calibración desde el menú **Análisis/Apertura photometry**, mostrado en la imagen inferior, donde nos aparece un cuadro con las siguientes opciones: **Circle number**, lo usamos para elegir con cuantos diafragmas queremos trabajar **1, 2 o 3**, según lo poblado de la zona del cielo en estudio, las casillas **Radius value of the aperture**, nos muestra el radio en píxeles de cada diafragma, el anillo **1** recoge la luz de la estrella, el anillo **2** separa el anillo central de anillo exterior, y el anillo **3**, es usado para recoger el brillo del fondo del cielo, para que el software automáticamente sustraiga esta señal, de la señal presente dentro del círculo interno “el más pequeño”, así se corrige el brillo de fondo del cielo de las medidas. Estos los ajustamos para que el anillo central, sea 1,586 veces el valor máximo de la FWHM de la estrella (ver pag siguiente), esta debe ser lo más parecida en brillo a la variable. Para que la fotometría sea precisa. Debemos escoger como mínimo dos diafragmas para que se reste el fondo del cielo, el segundo debe ser como mínimo un píxel más ancho que el primero. Elegimos la opción “**Median background**” y Pulsamos **Ok**. Al tocar la primera estrella que usaremos para la calibración, se abrirá el cuadro **Output**, donde se indica, **Phot mode**, indicador de cuantos diafragmas estamos usando y “el píxel que hemos picado” -en nuestro ejemplo- **(407x, 185y)**, **Pixel number in the inner circle** “número de píxeles dentro del círculo interno” **(377)**, **Pixel number for background evaluation** “número de píxeles utilizados para evaluar el brillo del fondo” **(172)**, **Intensity** “intensidad ADUs de todos los píxeles” **(21377.0)**, **Magnitude** “magnitud instrumental de la estrella (–10.825) y **Background mean value** “el valor medio en ADUs por píxel del fondo del cielo” **(10.0)**. El botón de negativo  de la herramienta **Threshold**, mejora la visión de estrellas débiles, los umbrales los ajustamos con los deslizadores.

La magnitud de **(–10.825)** para la estrella de calibración **(1)**, corresponde a la **Magnitud Instrumental**. Para corregir su punto cero instrumental, nos vamos al menú **Análisis/Magnitude constant** “constante de magnitud”, e introducimos en la casilla **Value**: el resultado de restarle a la Magnitud Real de la estrella tomada del catalogo, el valor de la Magnitud Instrumental mostrado por este, es decir:  $11.5 - (-10.825) = 22.325$ , al tocar de nuevo la estrella, la ventana **Output** nos muestra su magnitud corregida. Ahora tenemos la imagen dispuesta para medir cualquier estrella correctamente, entonces tocamos el objeto en estudio **(2)** y se muestra también su magnitud real **11.818**.

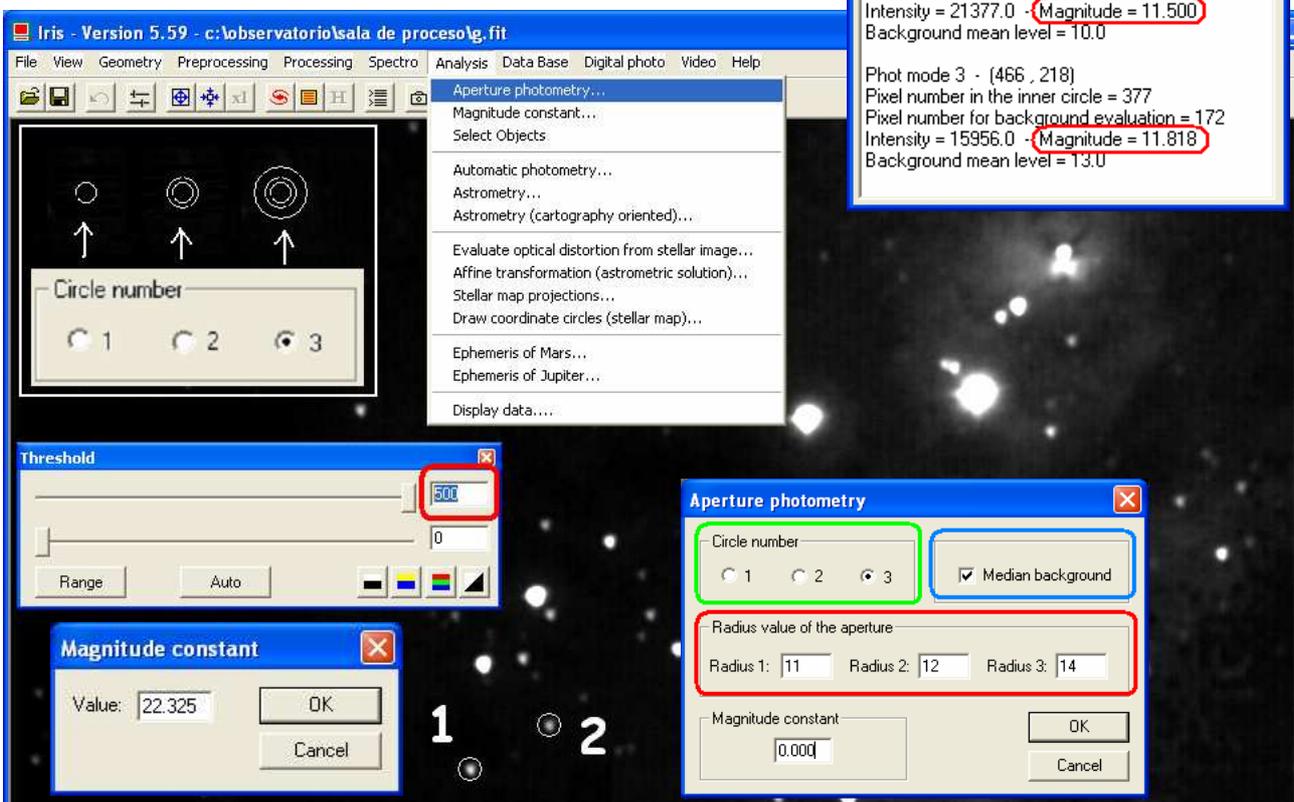
**Output**

File Edit

Phot mode 3 - (407 , 185)  
 Pixel number in the inner circle = 377  
 Pixel number for background evaluation = 172  
 Intensity = 21377.0 : **Magnitude = -10.825**  
 Background mean level = 10.0

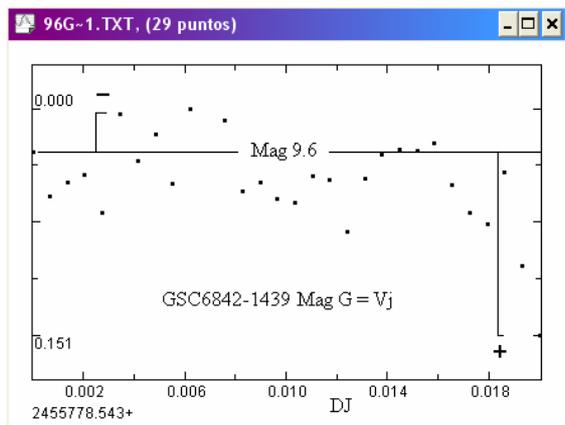
Phot mode 3 - (407 , 185)  
 Pixel number in the inner circle = 377  
 Pixel number for background evaluation = 172  
 Intensity = 21377.0 : **Magnitude = 11.500**  
 Background mean level = 10.0

Phot mode 3 - (466 , 218)  
 Pixel number in the inner circle = 377  
 Pixel number for background evaluation = 172  
 Intensity = 15956.0 : **Magnitude = 11.818**  
 Background mean level = 13.0



The screenshot shows the Iris software interface with several dialog boxes open over a star field. The main window displays the 'Aperture photometry...' menu. The 'Threshold' dialog has a value of 500. The 'Magnitude constant' dialog shows a value of 22.325. The 'Aperture photometry' dialog shows 'Circle number' set to 3, 'Median background' checked, and 'Radius value of the aperture' set to Radius 1: 11, Radius 2: 12, and Radius 3: 14. The background image shows a star field with two stars labeled 1 and 2.

Sin embargo, a medida que medimos objetos con brillos mas alejados de los valores de la estrella de comparación, el error en las magnitudes calculadas es mayor, una estrella de calibración solo nos sirve para hacer medidas precisas en torno a



~ 0.5 mag por encima o por debajo de la variable, teniendo que cambiar de estrella de comparación cuando la variable haya cambiado mucho de brillo. Podemos calcular la constante de magnitud usando dos o más estrellas, y usar el promedio en esa imagen, pero de cualquier modo es solo valida para objetos en esa imagen, y con cada nueva imagen, debemos calcularla nuevamente, ya que las diferentes condiciones de cielo, extinción, refracción, y paso de nubes, defieren de una imagen a otra. Sin embargo, es posible usar una sola constante de magnitud y corregir las condiciones atmosfericas de un lote de imágenes de manera automatica usando una **Estrella de Comparación** de brillo fijo, ver (pag 56 - 58). La grafica izquierda muestra las variaciones de brillo causadas por las condiciones atmosfericas en la estrella **GSC6842-1439**, en la nebulosa M8, la cual posee brillo constante. La dispersión en las medidas se debe a los factores atmosfericos mencionados.

### Substracción Óptima del Fondo del Cielo



El hecho de que los fotones de los objetos a medir, llegen al sensor mezclados con los fotones del fondo del cielo, nos obliga a extraer el flujo neto de los objetos a medir, restando al diafragma interno (donde se encuentra contenido el brillo de la estrella), el valor medio del cielo registrado en el anillo exterior, pero es necesario realizar esta substracción correctamente.

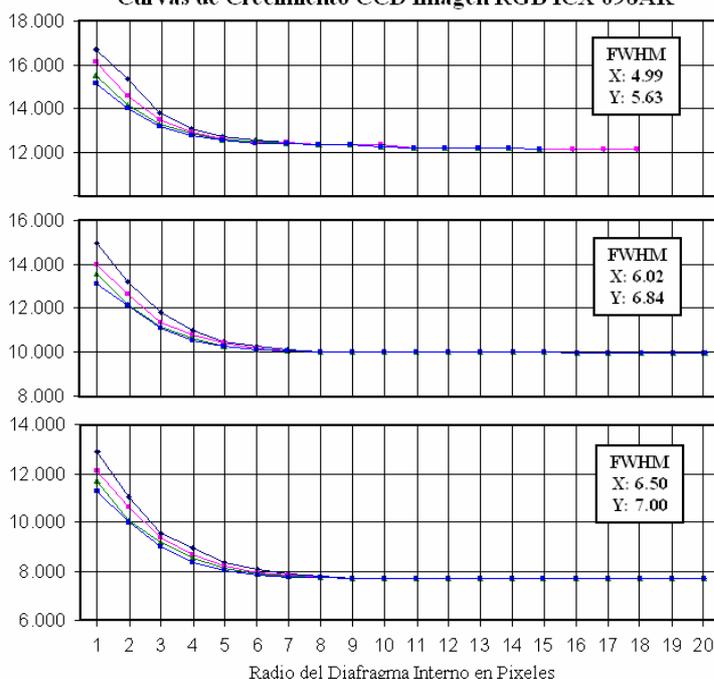
A fin de entender mejor la substracción del fondo, puede observarse la variación de flujo luminoso en función de la distancia desde el fotocentro de la estrella. Como el flujo es cada vez más grande a medida que se mide con diafragmas de mayor apertura, en el momento que el diafragma interno supere cierto diámetro, el flujo luminoso de la estrella contenido en el no aumentaría porque ya el flujo total estaría abarcado. Esto no ocurre así si la substracción del cielo se hace incorrectamente.

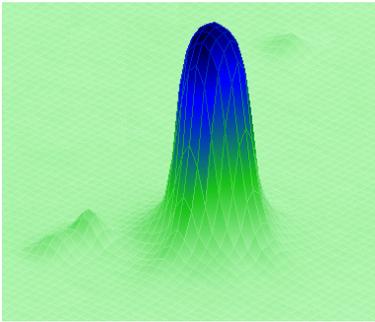
Las graficas inferiores muestran precisamente eso, las medidas fueron hechas a tres estrellas de una imagen RGB ampliada con drizzle a 2 X la cual fue obtenida con la camara Celestron NexImage, este fue montada en un telescopio refractor de 80 mm y 400 mm de distancia focal lo que proporciona (2,88"/pixel). El hecho de realizar las medidas en las imagenes RGB, es para extender su validez a cualquiera de los componentes separados.

Las pruebas se hicieron con tres estrellas de diferente diámetro. Para esto se comenzo midiendo la estrella mas pequeña con el diafragma interno configurado a 1 pixel de diámetro y el anillo externo configurado a 2 pixeles, de este modo el espacio entre el borde del anillo interno y el anillo externo seria de 1 pixel, asi se fueron tomando medidas con el diafragma interno y externo en aumento de 1 pixel en cada medida. Luego se realizo las medidas pero con el anillo externo 2, 3, y 4 pixeles mas ancho que el interno medidas mostradas con los colores (-.-, -.-, -.-) respectivamente. Las magnitudes son instrumentales. A medida que se va aumentando el radio de apertura, se produce un rápido aumento de brillo (caída en las curvas). Luego, a medida que la influencia de la estrella se va haciendo menos importante, la curva de crecimiento se estabiliza.

En la estrella con FWHM 5.63 pixel, las curvas se estabilizan en 12.253 mag, a 11 pixeles de diámetro interno. En la segunda estrella con FWHM 6.84 pixel, las curvas se estabilizan en 10.002 mag, también a 11 pixeles. En la tercera FWHM 7.00 pixel, se estabilizan en 7.694 mag, a 14 pixeles.

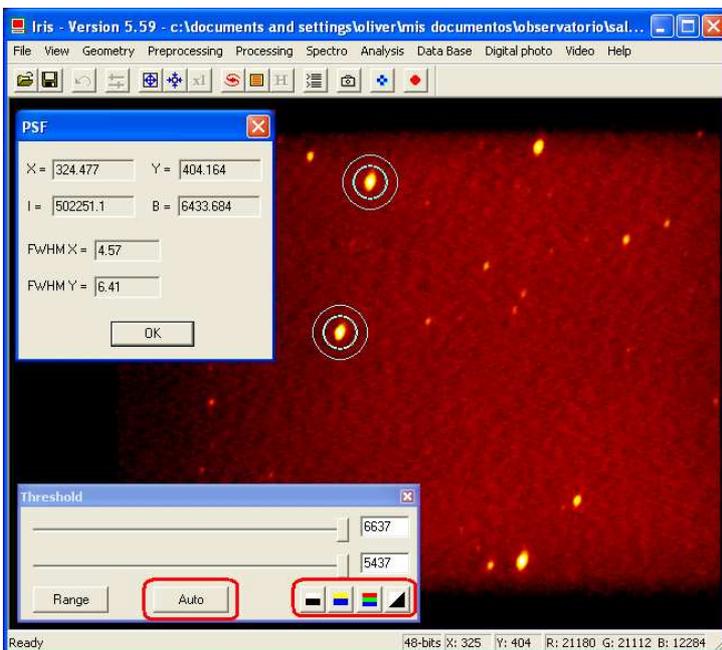
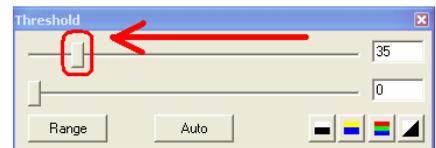
Curvas de Crecimiento CCD Imagen RGB ICX 098AK





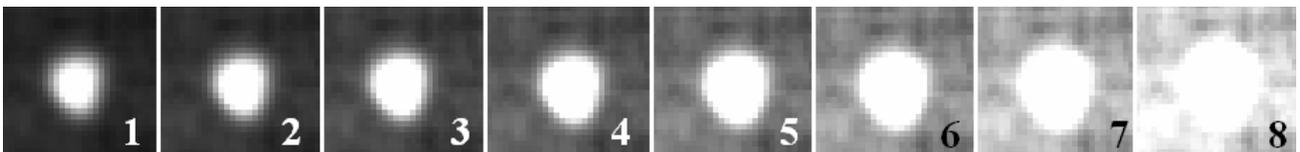
Vemos que la estabilidad ocurre cuando el diámetro del diafragma interior llega a un valor de 1.586 veces la FWHM (Ancho de Banda a Mitad de Altura) máximo de la PSF. Como la PSF de las estrellas en las imágenes, no tienen un borde definido sino que su brillo decae hasta confundirse con el fondo (ver imagen izquierda), la FWHM es la mejor manera de estimar su dimensión. Esto coincide con el postulado de los fotometristas, de que usar un diafragma interior 1,5 veces el valor de la FWHM, recoge ~ 99% del flujo total del objeto medido. De modo que el radio de diafragma interno debe ser el valor de multiplicar el **Valor Máximo de la FWHM \* 1.586**. El diámetro del diafragma externo no influye en la medida, pues este solo recoge una muestra de fondo del cielo (valor promedio de todos los píxeles del anillo), y este valor promedio por píxel, se resta a cada píxel del anillo interno.

Sin embargo siempre debemos corroborar que el anillo interno no toque el borde de la estrella, para esto hacemos uso de la Herramienta Threshold y moviendo su cursor superior hacia la izquierda, aumentamos la ganancia lo mas alta posible, hasta el punto en donde la estrella no pierda su forma mas o menos esferica, de modo que no se confunda con el fondo del cielo o de las nebulosas, para constatar el borde de las estrellas a medir. Si el valor obtenido de multiplicar 1.586 veces la FWHM es insuficiente debemos abrir más el anillo interno (ver pag siguiente). Cuando observamos transitos extrasolares, eclipsantes o eventos



con una larga duración, debemos usar valores entre 3 y 5 veces el diámetro de la FWHM, ya que esta varia a lo largo de la noche con las diferentes masas de aire que recorre el evento y con el cambio con el seeing, entonces debemos establecer el radio del anillo de medición usando el tramo de la secuencia con mayor FWHM (ver pag 228), esto tambien aplica a una secuencia donde al alineado no es del todo perfecto, debido a que algunas imágenes no son del todo puntuales o estan emborronadas (esto no es problema si lo que se van a hacer son mediciones). Si este es el caso, se adiciona todas las imágenes en un solo apilado y se establece el radio del anillo en función de los discos estelares de esta, se puede usar el boton de **Auto** de la herramienta **Threshold** y/o los botones de colores falsos para verificar toda la extensión abarcada en X y Y por la secuencia, la imagen izquierda es un ejemplo de esto en la secuencia 535 tomas de 6.8 seg (1 hora 70 min) de la eclipsante OO Aquila, con una webcam y un reflector de 8", el 5-6/09/2015. En esta hay imágenes de diferentes calidades.

En la secuencia inferior se ve estrella del ejemplo 3D con la ganancia mas alta hasta confundirse con el fondo de la nebulosa donde se encuentra, vemos que en la imagen 1, se aprecia un halo que representa todo el diametro de la estrella, si aumentamos la ganancia este también aumenta, adquiriendo progresivamente un borde mas definido sin señal externa.



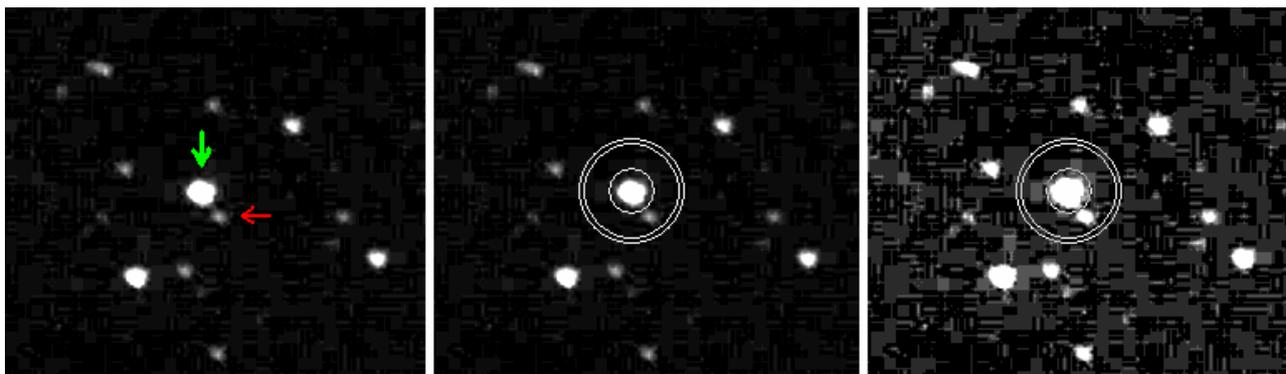
En cuanto al anillo externo, lo mas adecuado es usar un radio que produzca un área mayor a 100 píxeles para obtener una muestra de brillo de fondo medio confiable. Sin embargo, lo poblado del campo puede limitar escoger este radio óptimo.

En las cámaras monocromas Richard Berry y James Burnell, recomiendan para optimizar la relación señal-ruido y mejorar la precisión, que la FWHM de las estrellas, este por encima de pixel 2,5 (es decir que abarque varios píxeles), pero en los sensores RGB como ya se ha explicado, la matriz CFA requiere, o de un muestreo mayor, el doble para el canal G, y el cuádruple para los canales R y B, o adicionar varias imágenes por medida, concepto en que se fundamenta este manual.

## Fotometría de Apertura y Fotometría PSF

Cuando corregimos el fondo del cielo usando anillo externo (ánulo), estamos haciendo Fotometría de apertura. Cuando no usamos este anulo sino que medimos el fondo de modo independiente, y luego lo sustraemos, entonces realizamos Fotometría PSF. Cada una tiene sus ventajas y depende del escenario que tenemos, la segunda permite trabajar en campos muy poblados donde es imposible el uso del ánulo.

En los escenarios donde tenemos una estrella muy cercana al objeto a medir, usamos fotometría de apertura con tres anillos fotometricos para eludir el brillo de la misma a través del 2do anillo que sirve como separador, (Imagen inferior Tycho 6842-1456). Si aun tenemos contaminación será necesario cortar la estrella que interfiere (ver el apartado de la pagina 68).

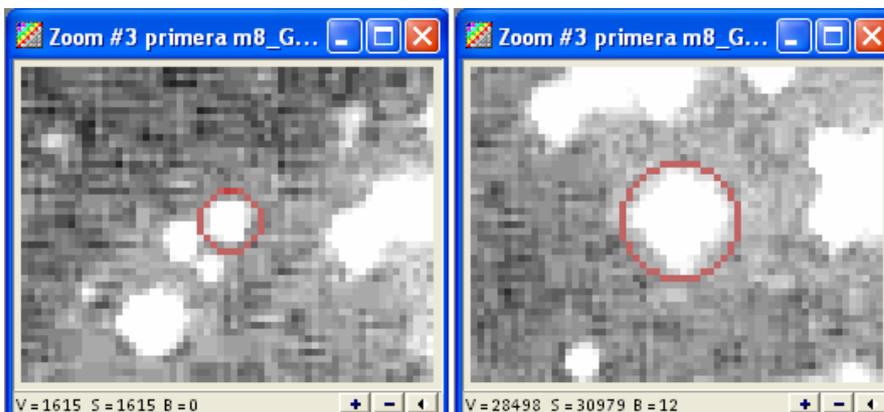


En el caso de telescopios refractores, el canal B presenta las imágenes estelares algo desenfocadas con respecto a G y R, por esto debemos ajustar el tamaño de los anillos según el canal que medimos. Esto también aplica a campos poblados

donde medimos estrellas de diferentes diámetros. En este caso siempre debemos medir cada estrella con el diámetro del anillo acorde a la misma, y cambiar el diámetro del anillo si el radio de la estrella es diferente. Esto ocurre cuando medimos estrellas con importantes diferencias de brillo.

En el ejemplo derecho se usa fotometría PSF para ilustrar esto. Como el campo es poblado no hay anulo porque solo nos interesa recoger el brillo de la estrella a ser

medida, al tiempo que se cambia el radio de medición con cada estrella, ya que si mantenemos la apertura para estrellas de brillos diferente y por tanto radios diferentes, recogeremos el brillo adyacente que se unirá al de la estrella a ser medida.



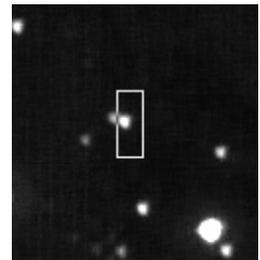
Esto es capitalmente importante en los campos muy poblados como los cumulos globulares, donde las estrellas vecinas apiñadas contribuyen a la luz de la estrella a medir, o en estrellas inmersas en nebulosas, donde el brillo superficial de la misma nebulosa contribuye al brillo de la estrella a medir. Las imágenes superiores muestran dos estrellas de diferente radio en la nebulosa de la laguna [M8], vemos que el diámetro del anillo ha sido adaptado para recoger solo la luz de la estrella y no el de su periferia que contiene brillo de la nebulosa.

## Corrección de Apertura, Magnitud del Fondo del Cielo y Brillo Superficial

Hay casos donde es imposible evadir el brillo de una estrella cercana (un ejemplo clasico son los cumulos globulares), alli los metodos de recorte de estrellas en TeleAuto no funcionaran, y es necesario el metodo de correccion de apertura.

La PSF de las estrellas no posee un borde definido, pero dado que los sensores son detectores bastante lineales dentro del rango donde no opera el antiblooming, en una imagen todas las estrellas poseen similares PSF con similares formas y tamaños para una misma imagen, puestos que todas sus estrellas poseen el mismo tiempo de exposición. Por eso las diferencias en brillo al usar diafragmas diferentes son equivalentes para todas. Cuando usamos un diafragma menor a 1.5 FWHM, perderemos señal de la estrella al tener que usar una Apertura mas Pequeña. Sin embargo, podemos realizar la medida usando un diafragma entre 1 y 1.5 FWHM (menor al diámetro recomendado en el apartado anterior) haciendo uso de la corrección de apertura. Pero es importante contar con estrellas aisladas en la misma imagen de la estrella a medir.

Lo primero será medir en Iris la FWHM de la estrella a medir, sin incluir en lo posible el objeto adyacente (imagen derecha). Ahora buscamos una estrella aislada que tenga similar FWHM, y medimos su magnitud instrumental con el radio de apertura interno recomendado para su PSF, y por ende para la PSF del objeto en estudio. Este valor corresponde a:  $m(\text{rap}^2)$ , luego medimos su magnitud instrumental, usando el radio de apertura interna a la que nos limita la estrella en estudio, este valor es: " $m(\text{rap}^1)$ ".  $m(\text{rap}^2)$  siempre sera mas brillante que  $m(\text{rap}^1)$  por ser mayor el radio del diafragma. Si los valores de brillo son dados el Intensidad, convertimos Intensidad en magnitudes antes de realizar el procedimiento, según:



$$\text{Mag Instrumental} = -2.5 * \text{Log (Intensidad en ADUs)}$$

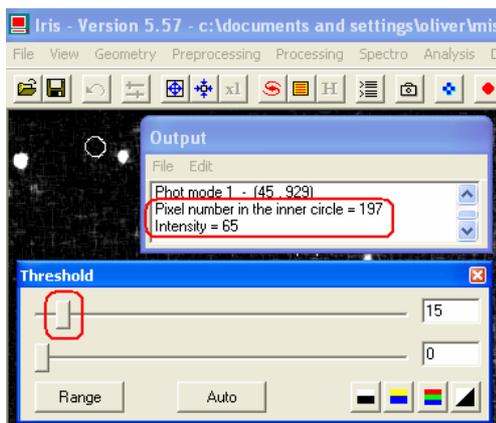
Esto lo podemos hacer desde la ventana **Herramientas de RGB Focalc/Convertor Intensidad - Magnitud**. Ahora calculamos la diferencia entre los dos valores de magnitud instrumental, este valor es la corrección de apertura " $\Delta$ ".

$$\Delta = m(\text{rap}^2) - m(\text{rap}^1)$$

Esradiferencia entre las dos magnitudes instrumentales se la vamos a restar a la magnitud de la estrella en estudio, lo que aumentara su magnitud. La resta de este valor aplica a cualquier estrella en la imagen, cuya relacion entre los anillos sea la misma que la estrella de referencia usada para el cálculo. Por ejemplo, una estrella de

mag 8 que muestra mag 9 por un anillo menor, es igualmente 1 mag mas debil que una de mag 5 de que muestre mag 6, etc.

El fondo del cielo se mide en  $\text{Mag}/\text{SegArc}^2$ . En el **Observatorio del Roque de los Muchachos** en noches oscuras es de  $\sim 21.7 \text{ Mag}/(\text{")})^2$  en banda V. Esto quiere decir que el cielo "brilla" por cada  $1'' \times 1''$  con la magnitud de una estrella de magnitud 21.7. En noches con luna en fase de cuarto, crece en 1 mag y en fase de Luna llena crece 3 mag. Ahora bien, cada combinación telescopio cámara, registra un área de  $\text{SegArc}/\text{Pixel}$  diferente, según el tamaño del píxel y la distancia focal. Así que lo primero será conocer  $\text{ADUs}/\text{Pixel}$  de los pixeles correspondientes al fondo. Para esto abrimos **Iris**, y nos vamos



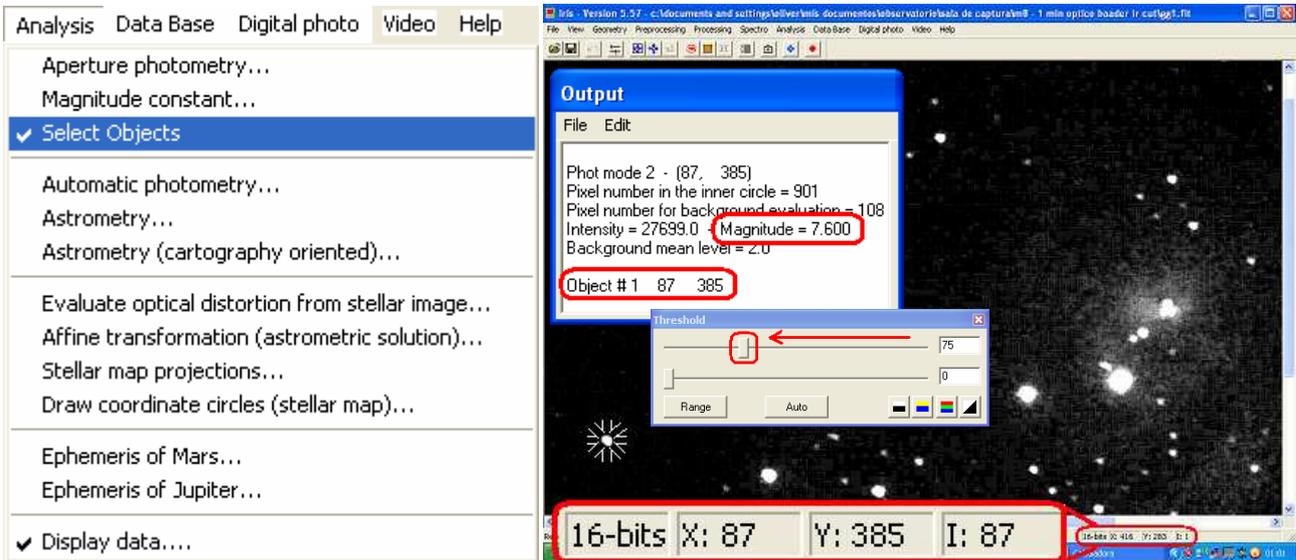
al menú: **Análisis/Apertura photometry**, abrimos el cuadro **Apertura photometry** y escojemos en **Circle number 1** solo anillo. Entonces tocamos una región de la imagen que no posea estrellas, y que sea lo mas oscura posible para calcular el brillo de fondo, (podemos ayudar la visualización con la herramienta Threshold), entonces la tocamos con el botón izquierdo del raton. Para obtener el valor medio de  $\text{ADUs}/\text{píxel}$ , vamos a dividir el valor de **Intensity** de la ventana **Output** entre **Pixel number in the inner circle**. En nuestro ejemplo  $65 / 197 = 0,3299 \text{ ADUs}$ . Ahora dividimos este valor, entre la resolución en  $\text{SegArc}/\text{Píxel}$  de nuestro sistema **2,88 (Drizzle 1,44)** y obtenemos  $\text{ADUs}/\text{SegArc}^2$ .  $0,3299 / 1,44 = 0,2291$ . Ahora en el mismo canal, medimos la intensidad combinada en  $\text{ADUs}$  de una estrella muy debil de magnitud conocida usando los tres anillos. La diferencia: **mag Estrella - mag Fondo**, la determinamos según:

$$-2.5 * \text{Log (ADUs Estrella / ADUs Pixel Fondo)}$$

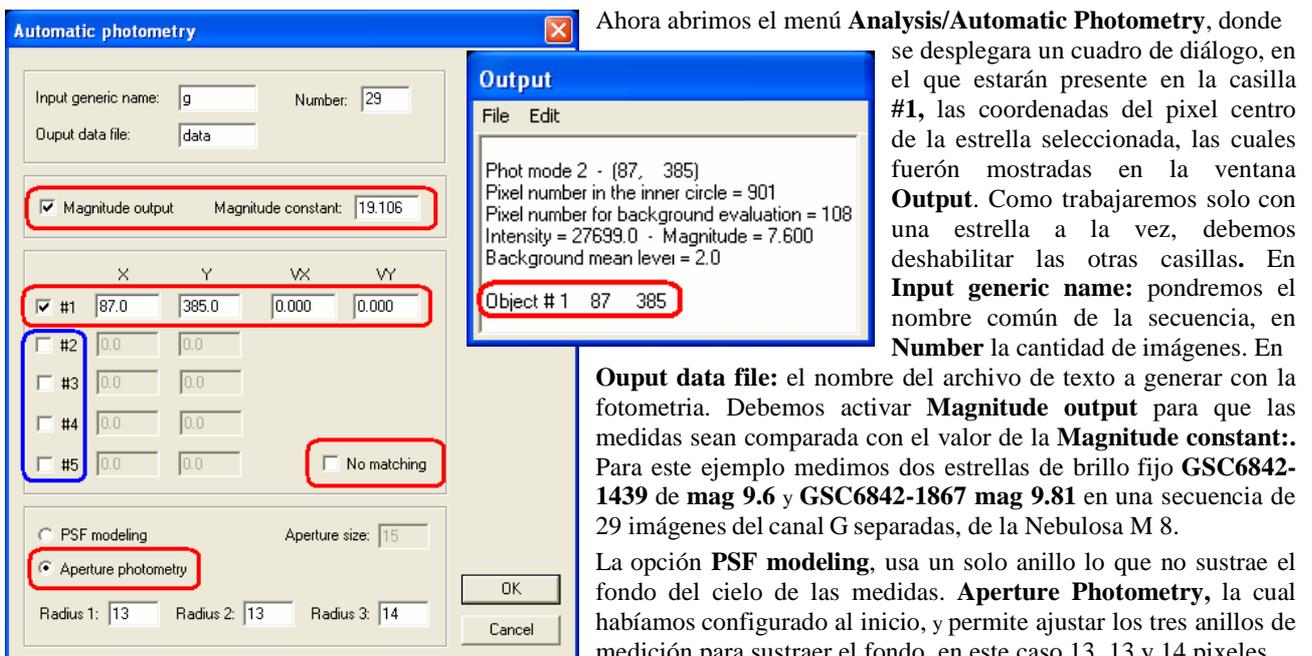
En nuestro ejemplo, la estrella de calibración de **mag 11,5** posee **21908 ADUs**:  $21908 / 0,2291 = 95626,36$ . El logaritmo de este valor es: **4.98057...** Ahora  $-2.5 * 4.98057 = -12,45144...$  y finalmente **m Estrella - mag Fondo**:  $11,5 - (-12,45144...) = 23.95144$ , un valor subestimado por la diferencia de brillo entre ambas, por esto debemos escoger una estrella lo más cercana al brillo de fondo. Este es el mismo metodo aplicado para determinar el brillo superficial de nebulosas y galaxias.

## Fotometría Automática en IRIS (Parte 1)

Después de determinar el radio óptimo para el anillo interno con la **FWHM**, y la **Constante de Magnitud**, realizamos la Fotometría de Apertura automáticamente. Para esto la secuencia debe estar alineada. Ahora volvemos al menú **Análisis**, desactivamos la opción **Aperture photometry**, y activamos la opción **Select Objects**, esto convierte nuestro cursor en un puntero con cuatro flechas, con este tocaremos un estrella de brillo fijo que usaremos para obtener el patrón de extinción.



El modo de seleccionar estos objetos, es moviendo el cursor por encima de ellos y observando la barra de estado del programa, mostrada en la imagen superior derecha. Podremos ver las letras **R: G: B:** para imágenes en color, o **I,** en imágenes monocromas **16-bits X: 87 Y: 385 I: 87**, la cifra cambiante más grande, corresponde al píxel más brillante (foto-centro de la estrella), y es donde debemos tocar con el puntero. En este momento aparecerá la ventana **Output**, donde se verán la posición X e Y en la imagen de la estrella seleccionada. Las estrellas seleccionadas quedarán marcadas con una cruz de color verde. Para verificar que este es el píxel más brillante, encerramos la estrella con el ratón y con el botón derecho **Statistics** constatamos el valor en la casilla **Max:**. La ruta de acceso debe ser el directorio de las imágenes a medir.



para el anillo interior, medio y exterior. La opción **No matching** debe estar desactivada. Una vez completo pulsamos **OK**.

independientemente a que la fotometria se guarde en el archivo Ouput data file, en este momento se desplegará la ventana **Output** (imagen derecha), con los datos de la fotometría. La primera columna es la fecha juliana, y la segunda la magnitud del objeto en estudio, si escojemos mas estrellas a las que les queremos determinar el brillo, habrá mas columnas con sus magnitudes según el orden **#1, #2, etc** del cuadro Automatic photometry. Para fotometria sencilla lo mejor es obtener un archivo para cada objeto, si todas provienen de la descomposicion RGB tienen la misma fecha juliana. Podemos tambien guardar esta data como un archivo de texto Tipo: **Plot data (\*.txt)** desde esta ventanilla en **Edit/Save As...**

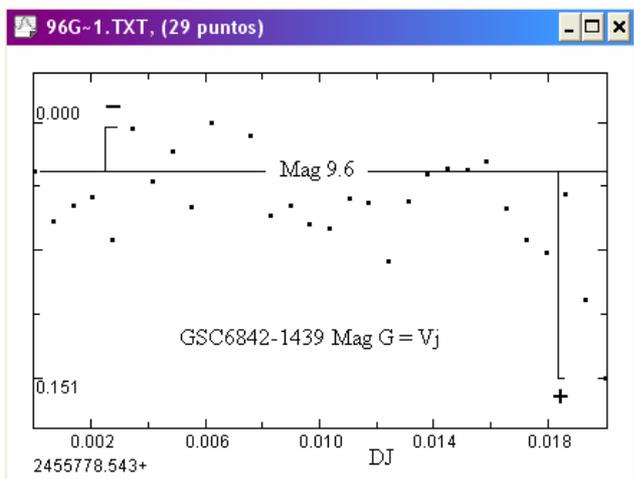
	X	Y
<input type="checkbox"/> #1	87.0	385.0
<input checked="" type="checkbox"/> #2	539.0	800.0
<input type="checkbox"/> #3	0.0	0.0
<input type="checkbox"/> #4	0.0	0.0
<input type="checkbox"/> #5	0.0	0.0

Luego borramos esta data en el menu **Edit/Erase**, tocamos el objeto en estudio con el puntero y en el cuadro Automatic Photometry, desactivamos casilla con la posicion del objeto anterior para que no lo incluya en esta nueva medida. Ahora volvemos a realizar la operación. Podemos generar un nuevo archivo cambiando su nombre en **Ouput data file**: o guardarlo desde la ventana **Output**, alli colocaremos un nuevo nombre a este nuevo archivo. Luego repetimos este paso para una tercera estrella de brillo fijo que no sea variable, para usarla como estrella de control.

También podemos realizar las mediciones, otra tras otra: Mag estrella de calibración, Mag del objeto en estudio, Mag estrella de control, guardarlas en un solo archivo, y luego abrir este documento desde Bloc de notas y copiar solo las medidas de cada serie en un documento separado, para consevar en un archivo adicional, las coordenadas **Object # 1 87 385** de los fotocentros de cada objeto, la magnitud media y la desviacion estándar. En este ejemplo (imagen derecha), estos valores son: **Mean : -9.6199 - Deviation : 0.0302**.

Output		
File	Edit	
2455778.54330	9.600	
2455778.5440014	9.630	
2455778.5447030	9.620	
2455778.5454040	9.615	
2455778.5461057	9.641	
2455778.5468066	9.575	
2455778.5475242	9.606	
2455778.5482301	9.588	
2455778.5489319	9.621	
2455778.5496329	9.571	
2455778.5510397	9.579	
2455778.5517415	9.626	
2455778.5524432	9.620	
2455778.5531442	9.631	
2455778.5538502	9.634	
2455778.5545510	9.616	
2455778.5552528	9.619	
2455778.5559581	9.653	
2455778.5566598	9.618	
2455778.5573615	9.602	
2455778.5580624	9.598	
2455778.5587686	9.599	
2455778.5594701	9.594	
2455778.5601711	9.622	
2455778.5608728	9.641	
2455778.5615786	9.648	
2455778.5622797	9.614	
2455778.5629814	9.676	
2455778.5636824	9.722	
Mean : -9.6199		Deviation : 0.0302

El motivo de obtener columnas individuales con las medidas de cada objeto, es porque debemos corregir la extinción y turbulencia atmosférica individualmente en cada imagen, ya que mientras la estrella de calibración solo esta afectada por las condiciones atmosféricas, que son idénticas a las de la variable, dada su cercanía a ella, el objeto en estudio, ademas de estas, presenta su propia variacion intrinseca. De este modo podemos separar las variaciones de brillo por extincion atmosféricas del objeto en estudio, usando el patrón de variaciones atmosféricas de la estrella de calibración.



La imagen derecha muestra de nuevo estas variaciones de brillo en la estrella **GSC 6842-1239**, la cual no es variable. La línea horizontal marca la magnitud de la misma, los puntos revelan la dispersión por extinción atmosférica.

Para realizar la corrección, solo necesitamos dos de los archivos de texto obtenidos, el de la estrella en estudio y el de la estrella de calibración. A estos archivos les borramos cualquier dato que no sean las dos columnas (dj y mag). Es decir, que vamos a borrar los datos de posición **Object # 1 87 385**, la magnitud media **Mean : -9.6199** y la desviacion estándar "ds": **0.0302**.

La corrección de la turbulencia atmosférica la realizamos usando la formula inferior, para esto podemos usar el programa Excel, o tambien desde el programa AVE, en este ultimo necesitamos modificarla a la expresión de mas abajo.

**Magnitud de la variable corregida de extinción atmosférica = Magnitud de la variable sin corregir + (Magnitud real de la estrella de calibración - magnitud de la estrella de calibración para el momento de la imagen).**

**Magnitud de la variable corregida de extinción atmosférica = Magnitud de la variable sin corregir - (Magnitud de la estrella de calibración para el momento de la imagen - Magnitud real de la estrella de calibración).**

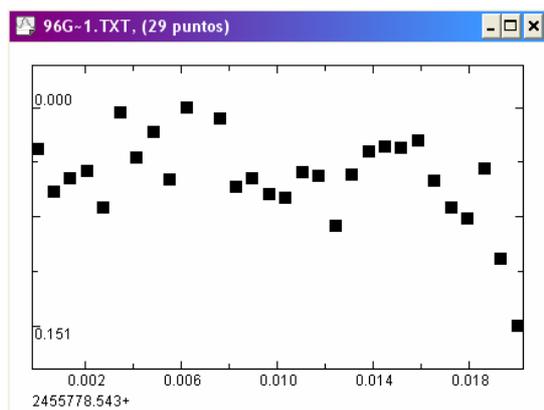
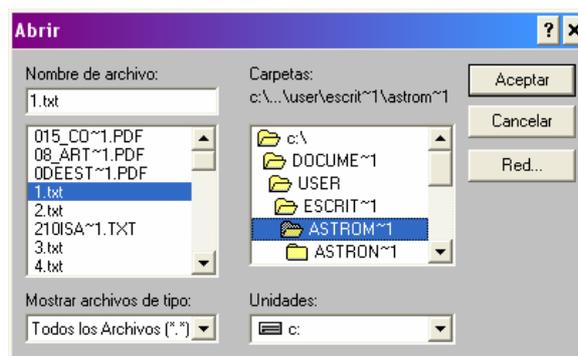
El procedimiento detallado de su empleo se describe en el siguiente apartado.

## Corrección de la Extinción Atmosférica de 1er Orden en una Secuencia desde AVE

El programa AVE desarrollado por **Rafael Barberá**, del GEA (Grup d'Estudis Astronòmics), surgió cuando en **1995**, comenzó un programa de seguimiento del catálogo NSV (Nuevas Sospechosas de Variabilidad). Esto desembocó en esta herramienta informática, cuyas siglas corresponden a “**Análisis de Variabilidad Estelar**”, y permite el manejo de archivos **ASCII (archivos de texto)** producidos por Iris al realizar la fotometría automática, Astroart en MPC Repport, y TeleAuto. Este solo debe contener dos líneas: la **Fecha Juliana**, y la **Magnitud Real o Instrumental**, ya que en el segundo caso se puede reescalar. El primer paso a realizar, es la corrección de la extinción atmosférica usando una estrella de comparación.

Para abrir el archivo de texto nos vamos al menú **Abrir** y nos aparece el cuadro derecho. En el caso de tener más de un disco duro seleccionamos en la casilla **Unidades:** el disco, y en **Carpetas:** buscamos el directorio donde se encuentran los documentos de texto que hemos preparado, entonces hacemos doble clic en la carpeta. Como son documentos de texto, escojemos en la casilla **Mostrar archivos de tipo:** y seleccionamos **Todos los Archivos [“.”]** y en el campo superior seleccionamos el archivo de las medidas de la estrella de calibración y el del objeto en estudio y presionamos **Aceptar**.

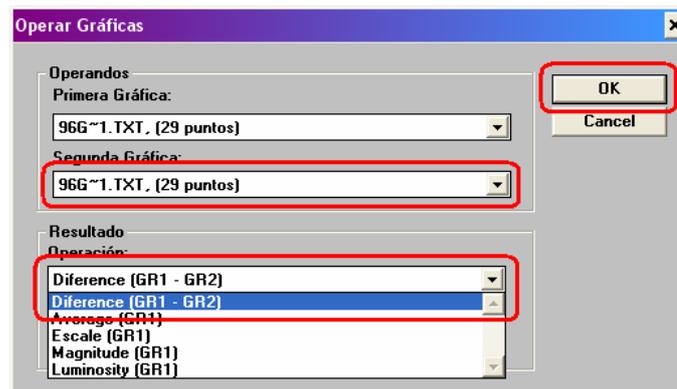
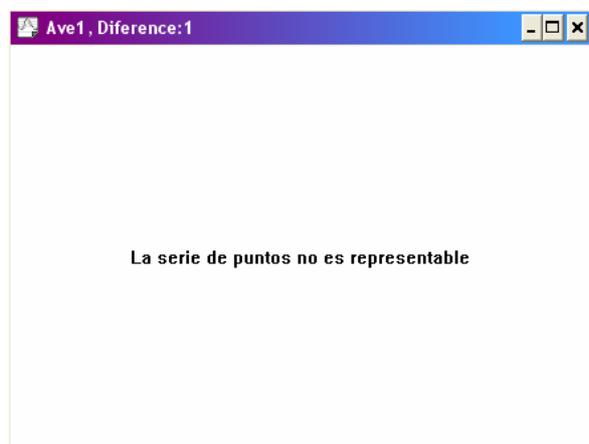
Veremos un cuadro como el inferior con las medidas. El tamaño de los puntos por defecto es muy grande, así que lo primero será



de la **Estrella de Calibración** y vamos al menú **Tratar/Operar Series**. En la casilla **Segunda Grafica** colocamos de nuevo la opción de Magnitud de la estrella de Calibración de la primera casilla (Primera Grafica), y en la casilla **Operación** del campo **Resultado**, escojemos **Diference (GR1 - GR2)**. Es

ir al menú **Visualizar/Editar Estilo Grafica** y en la casilla **T. Punto**, de la pestaña **General** hacemos de 3 pixeles los puntos, y en la pestaña **Eje Y**, desactivamos **Mostrar Diferencias** para ver la magnitud real, ahora pulsamos **OK**. Para mantener esta configuración vamos ahora al menú **Visualizar/Guardar Estilo Grafica**.

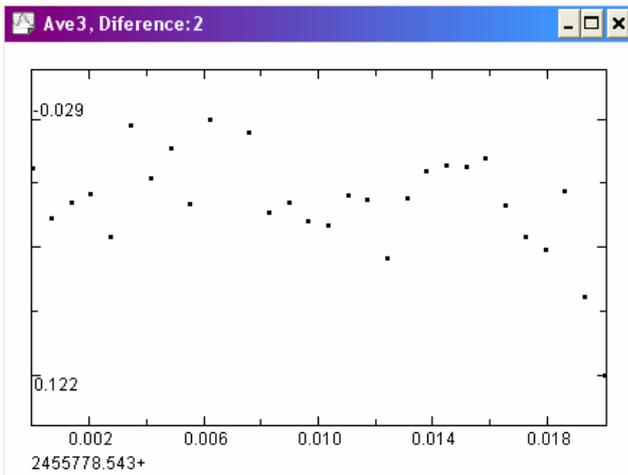
Ahora vamos a preparar las graficas para la corrección de extinción atmosférica. Realizaremos primero la operación en negritas: Magnitud de la variable corregida por extinción atmosférica = Magnitud de la variable sin corregir - (**Magnitud de la estrella de calibración para el momento de la imagen - Magnitud real de la estrella de calibración**). No tenemos un archivo con el día juliano que posea en todas las medidas **mag 9.6** (que es la **magnitud real de la estrella de calibración**), así que para generarlo, tocamos la grafica



decir, que estamos restando el valor de la estrella de calibración por ella misma. El resultado será 0 para todas las medidas, y es mostrado con el aviso: **La serie de puntos no es representable**.

Ahora tocamos esta nueva grafica generada (que no tiene puntos) y vamos al menú **Tratar/Operar Series**, para abrir de nuevo el cuadro **Operar Graficas**, y en la casilla **Operación** del campo **Resultado**, escojemos **Escale (GR1)**, para reescalar el valor y pulsamos **OK**. En este momento aparece el cuadro

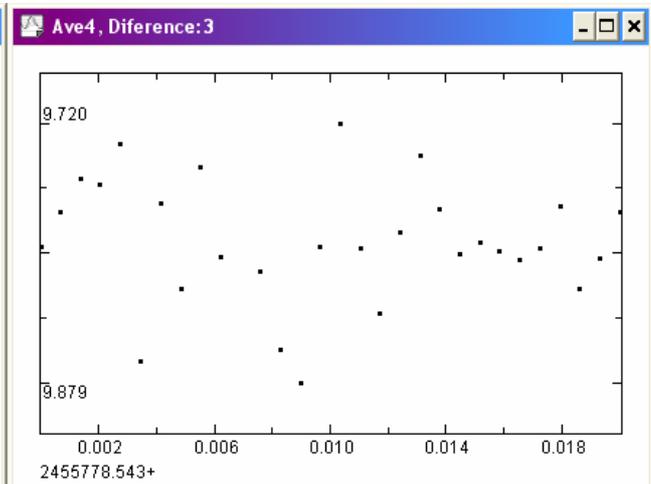
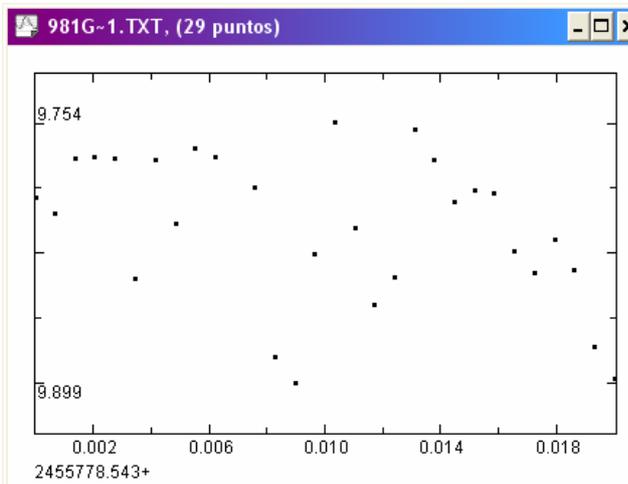
**Factores de Corrección**, y en la casilla **Constante** del campo **Eje Y**, colocamos la magnitud real de la estrella de calibración = **9.6**, y pulsamos **OK**. Esto va a generar el archivo que queremos, el cual tampoco es representable, pero tiene en todas las medidas la mag 9.6. Ahora para realizar la operación: (**Magnitud de la estrella de calibración para el momento de la imagen - Magnitud real de la estrella de calibración**), tocamos la grafica original de la estrella de calibración sin corregir, y una vez mas nos vamos al menú **Tratar/Operar Series**, y en la casilla **Segunda Grafica:** del campo **Operandos**, seleccionamos la gráfica que acabamos de generar (**Magnitud real de la estrella de comparación**). En la casilla **Operación** del campo **Resultado**, escojemos **Diference (GR1 - GR2)**, y pulamos **OK**. El resultado en la imagen inferior. Esta grafica si se muestra y son los valores de la proporción en que la atmosfera aumenta o disminuye la magnitud de los objetos en cada uno de los fotogramas de la secuencia.



Este archivo del factor de corrección lo vamos a guardar con el nombre **Factor**, y es valido para corregir cualquier objeto de esa secuencia de imágenes, en ese canal específico.

Ahora debemos finalizar la fórmula **Magnitud de la variable sin corregir - Factor de Corrección** (el que acabamos de generar). Tocamos la grafica del objeto en estudio y en el menú **Tratar/Operar Series** colocamos como **Segunda Grafica** del campo **Operando** este factor de corrección que generamos. En la casilla **Operación** del campo **Resultado**, colocamos **Diference (GR1 - GR2)**, y pulsamos **OK**. El resultado se muestra en las dos imágenes inferiores, la imagen izquierda es la grafica del objeto en estudio a corregir y a la derecha una vez corregida de la extinción atmosférica. En apariencia la diferencia es leve, pero ha desaparecido la tendencia hacia el deceso de brillo.

Si tocamos la grafica sin corregir y pulsamos el botón **Calcular** del menú **Tratar/Calcular Estadísticas**, veremos que la



dispersión de los puntos **Des. Standard** es mayor que el valor de dispersión si lo calculamos en la grafica corregida. En cuanto a la magnitud, también tendremos un valor diferente en valor de la **Media**.

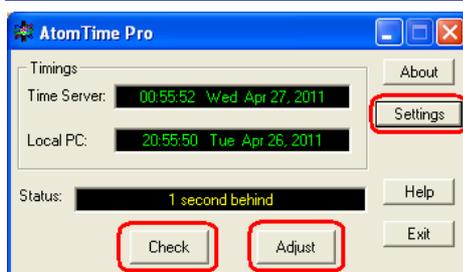
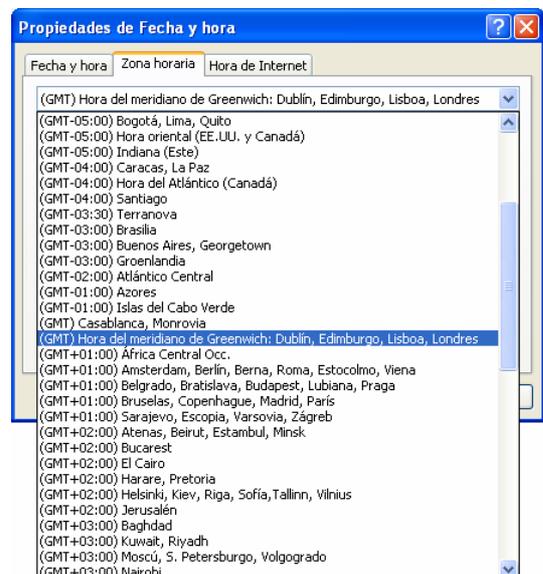
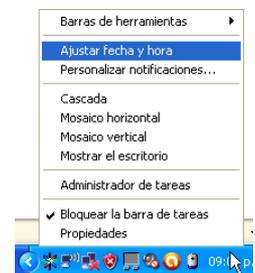
DS **0.0416262** y mag **9.81255** para la grafica sin corregir y DS **0.0378903** y mag **9.79259** para la grafica corregida, imágenes derechas.

## El Formato de Fecha Juliana (DJ) y la Corrección del Instante Medio de Cada Imagen en la Secuencia

Este sistema introducido por el erudito francés **Joseph Justus Scaliger** en 1581, se basa en un día astronómico que transcurre de mediodía a mediodía, eliminando la necesidad de cambiar el día calendario a mitad de la noche, mientras realizamos las observaciones. Con una sola cifra representamos año, mes, día, minuto, etc. Se puede comparar fácilmente datos sobre un mismo objeto entre personas que observan en diferentes lugares del mundo, debido que **(DJ)** es calculado en base al **Tiempo Medio Astronómico en Greenwich (GMAT) o Universal (TU)**, que comienza a la medianoche de Greenwich, Inglaterra (estándar de tiempo usado por los astrónomos porque es el más conveniente e inequívoco).

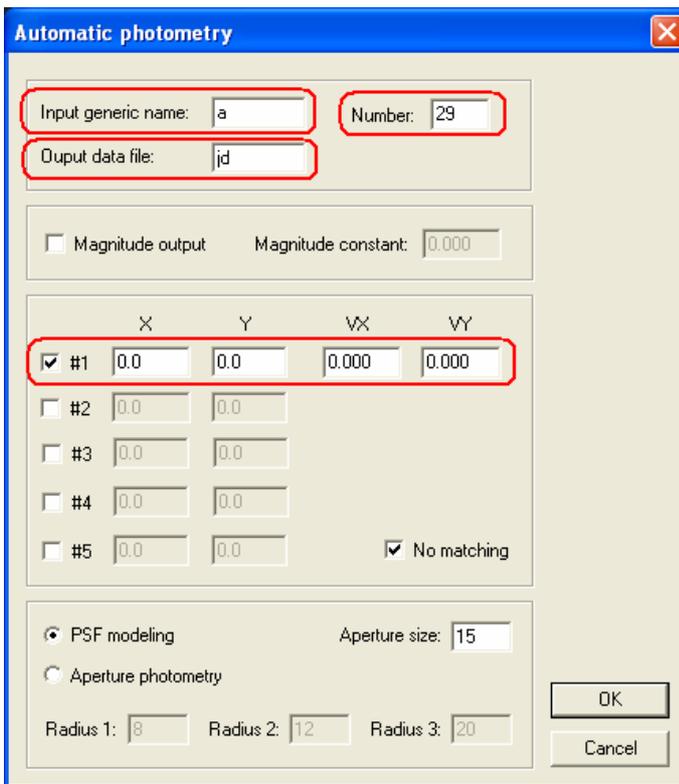
**Punto Cero:** 0000000.00000000 Para entender este formato tomemos un punto cero y representemos a partir de este punto: un segundo, un minuto, una hora, un día, un mes (de 31 días) y un año.  
**Un Segundo:** 0000000.00000115 Vemos que la unidad de medida es el día, y las fracciones están representadas en fracción de día. Este punto cero "**Día Juliano Cero**", se establece donde coinciden los tres ciclos más importantes de la época: el ciclo solar de 28 años, el ciclo lunar de 19 años, el ciclo de impuestos "indicción romana", y comenzó a las 12 del mediodía del **1 de Enero de 4713 a.C.** Esta época de inicio tan antigua, permite cubrir fenómenos astronómicos datados después de la invención de la escritura.

Debemos configurar el reloj de la PC al meridiano (GMT/TU) para que sea la hora de este Huso Horario la que quede registrada en la cabecera FITS. Para esto nos paramos encima del reloj del escritorio y con el botón izquierdo, abrimos el menú de la imagen derecha y escogemos la opción **Ajustar fecha y hora**. En el cuadro **Propiedades de Fecha y hora**, escogemos la pestaña **Zona horaria** (imagen inferior izquierda), y aparecerá un mapamundi con una casilla que al tocarla nos mostrará los husos horarios del cuadro inferior derecho. Entonces escogemos **(GMT) Hora del meridiano de Greenwich** y pulsamos **Aplicar** y **Aceptar**. Ahora debemos sincronizar el reloj de la PC con un reloj atómico que posea el conteo exacto de la hora **(GMT/TU)**, para esto abrimos el programa **Atom Time Pro** y pulsamos el botón **Check** (imagen de más abajo)



una vez que se sincroniza la hora en las dos casillas: **Time Server:** y **Time PC:** se nos muestra el error en la casilla **Status:** al presionar el botón **Adjust** se corrige este error del reloj de la PC. Para escoger formato reloj de 24 horas, nos vamos a **Inicio/Panel de control/Configuración regional y de idioma**, en la pestaña **Opciones regionales** pulsaremos el Botón **Personalizar** para abrir el cuadro **Personalizar la configuración regional**, nos vamos a pestaña **Hora** y en la casilla **Formato de hora:** escogemos **HH:mm:ss**. Es importante saber que la hora (GMT/TU) registrada en la cabecera fits por **xwAstrocapture**, corresponde al inicio de cada exposición,

por este motivo debemos corregir este momento al instante medio de la exposición. Para esto usaremos la secuencia de imágenes después de haber seleccionado las mejores imágenes y haber cambiado su extensión de FITS a FIT.



Si solo queremos convertir los tiempos (GMT/TU) de la secuencia a DJ, vamos al menú **Analysis/Automatic photometry...** del programa Iris. En el campo **Input generic name** colocamos el nombre común para la secuencia de imágenes. **Number** es el número de imágenes. En la casilla **Output data file:** escribimos **jd** y activamos solo la casilla **#1** (imagen izquierda), lo demás lo dejamos como esta y presionamos **OK**.

Entonces aparecen cuatro archivos en la carpeta de trabajo, de los cuales nos interesa el que tiene por nombre **jd.lst**. Los otros los borramos.

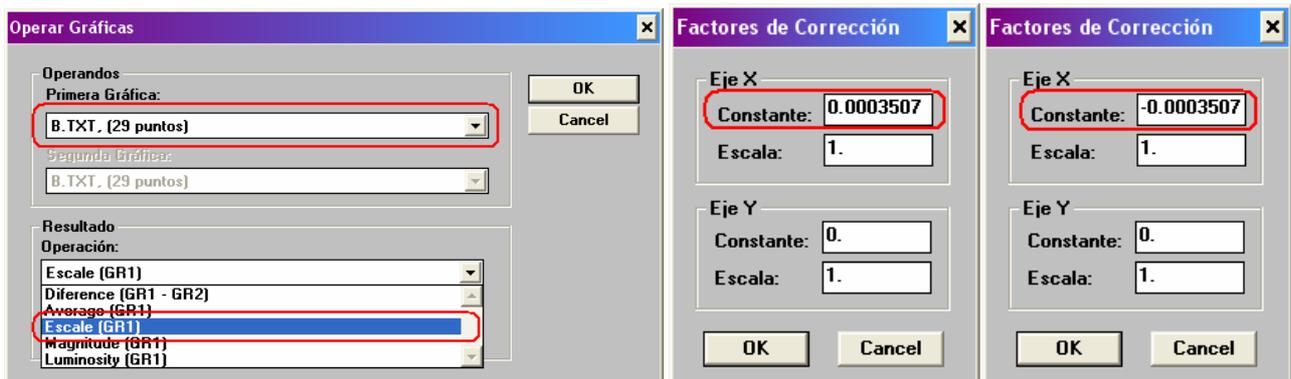
En este archivo encontraremos dos columnas: la primera columna es la Fecha Juliana, y la segunda los valores de la fotometria (que no se realizo por no ser el objetivo). En este ejemplo los tiempos de exposición fueron

Julian Date	Exposure Time
2455778.54330	30
2455778.5440014	29
2455778.5447030	22
2455778.5454040	22
2455778.5461057	30
2455778.5468066	16
2455778.5475242	13
2455778.5482301	32

de 1 minuto. Para determinar el factor de corrección en el dj de cada imagen, restamos el dj de dos imágenes consecutivas una de la otra: **dj 2da imagen - dj 1ra imagen = tiempo de exposición en dj**, este valor lo dividimos entre dos y lo sumamos al tiempo de inicio de cada exposición y obtendremos el dj medio de cada imagen. En este ejemplo:

$$2455778.5440014 - 2455778.54330 = 0.0007014 / 2 = 0.0003507$$

El valor **0.0003507** equivalente a 30 segundos en fracciones de día, lo sumamos al tiempo de inicio de la exposición, desde el programa AVE. En el, abrimos el archivo de texto, y en el menú **Tratar / Operar Series** abrimos el cuadro **Operar Graficas**. Allí escojemos en **Primera Grafica:** el archivo dj a corregir. En **Resultado / Operación: Escala (GR1)** y presionamos **OK**. Se abra el cuadro **Factores de Corrección**, el día Juliano se grafica en el eje X, así que en **Constante** escribimos la fracción de día juliano a ser sumada a cada medida, en el caso de ser restada la colocamos con signo negativo.

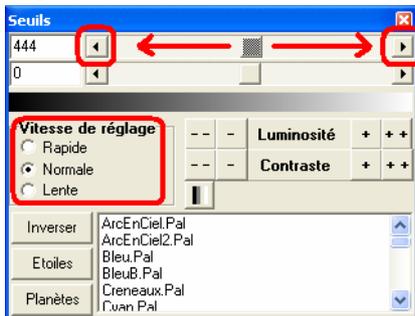


Luego de pulsar **OK**, aparecera otra grafica. Como la escala en el eje X esta abreviada, debemos sumar la cifra de los ovalos rojos para obtener el dj completo. Es en esta cifra donde notaremos la corrección. Si guardamos esta curva en un nuevo archivo, veremos que el dj esta corregido. Para una imagen producto de la adición de una secuencia de imagenes



realizamos este procedimiento usando solo el dj de la ultima y primera imagen + la mitad del tiempo de exposición individual.

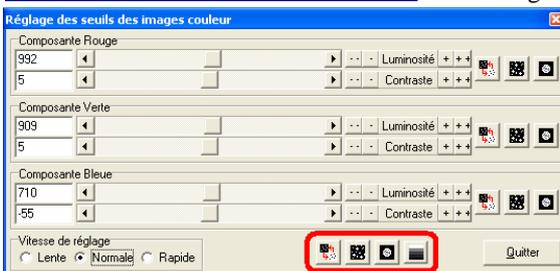
## Fotometría con TeleAuto



Abra el programa TeleAuto, y en el menú **Fichier/Ouvrir image** cargue el archivo a realizarle la fotometría. En nuestro caso es el canal G de la misma imagen de M8 que venimos usando

Si la imagen es muy oscura, o el contraste es bajo, elija el icono **Threshold tuning “Seuils”** (imagen izquierda). Los dos deslizador, le ayudarán a ajustar brillo y sombras, sin tener efecto real en la imagen. El campo **Vitesse de réglage**, ofrece tres modos de hacer estos ajustes de niveles, **Rapide** para rango alto, **Normale** para medio, y **Lente** para bajo. También se puede introducir el valor de ajuste directamente en las casillas, a la izquierda de los deslizador y **Enter**.

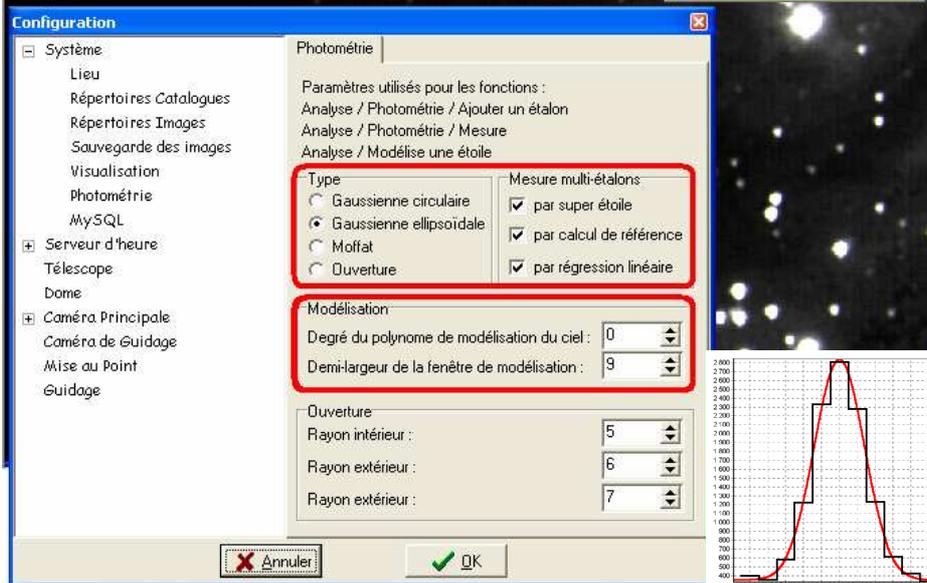
Si la imagen es en color, esta ventana se nos mostrara con las opciones de ajuste individual para cada canal, también tendremos cuatro iconos que ajustan la imagen en los modos: visualización en negativo, visualización estelar, visualización planetaria, y lo que equivale a **Auto** en Iris, para visualiza todos los niveles.



El icono de la lupa nos ayuda a visualizar las estrellas con la que vamos a trabajar, en el caso de estar muy juntas, sin alterar su tamaño real, con el icono visualizamos en negativo.



En el menú **Analyse/Photometrie/Configuration**, se abrirá el cuadro de dialogo mostrado a la izquierda, donde estableceremos los parámetros para la fotometría. En el campo **Type**, se escoge el tipo de fotometría, hay tres opciones para fotometría de modelado **Gaussienne Circulaire** si sus estrellas son perfectamente redondas, **Elipsoidale** para minimizar los errores de modelado cuando las estrellas no son del todo redondas, sino más bien ovaladas, y **Moffat** toma el valor de brillo de modelar una curva que ajusta los valores redondeados de los píxeles que forman el perfil de los discos estelares (pequeña imagen inferior izquierda), el método es iterativo. La opción **Overture** es para Fotometría de apertura, igual que en Iris.



Ahora en el campo **Measure Multi-étalons** seleccione los tres métodos, con esto se nos dará tres resultados diferentes para la medida del objeto en estudio, uno para cada método.

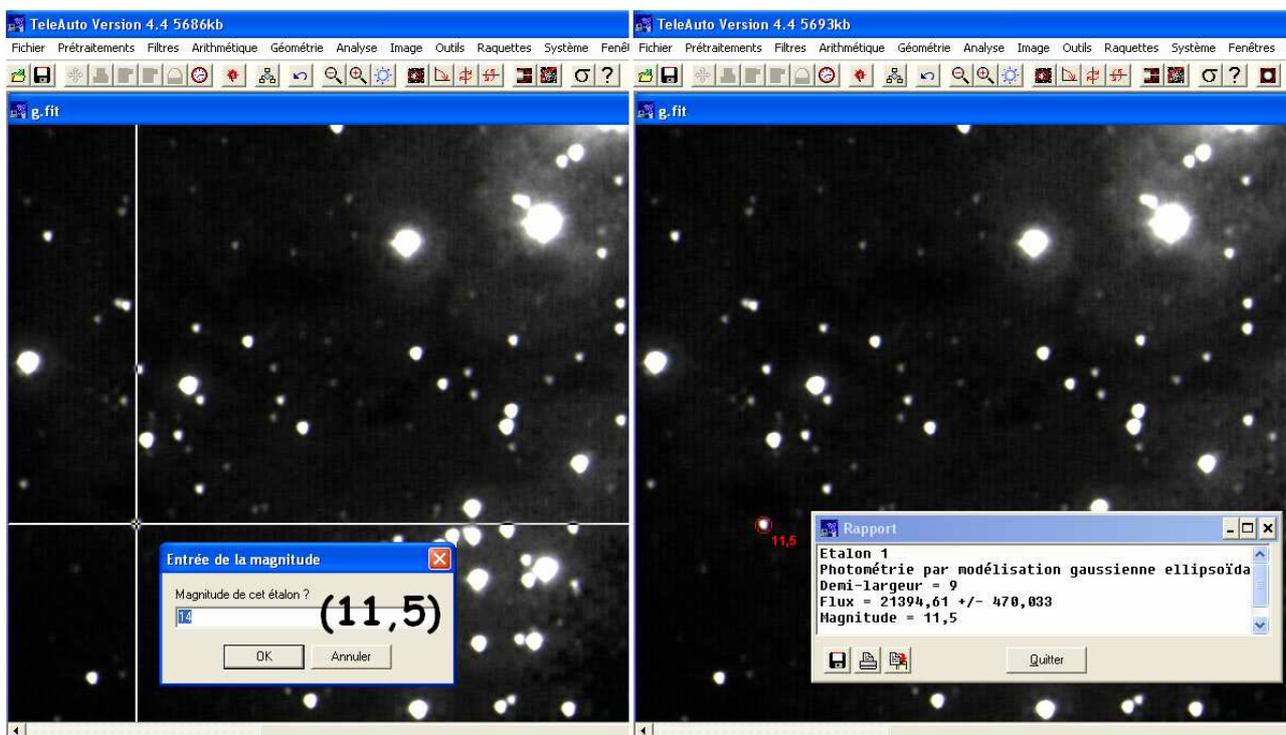
**par super étoile** da excelentes resultados y se debe utilizar

con preferencia, sobre todo si sólo disponemos de una sola estrella de comparación, este método usa la ecuación mostrada en la [pag 50](#), **par calcul de référéce** permite calcular la magnitud usando la misma ecuación anterior, pero pero obtenido del promedio simple de los resultados usando cada estrella de comparación. **par regresión lineare** es un método lineal de mínimos cuadrados que calcula el brillo a través de un ajuste de regresión lineal, este es el tercer método descrito en la [pag 50](#), más eficaz que los anteriores, cuando se usan varias estrellas de comparación (mínimo dos para poderse aplicar). Dado la diferencia matemática entre los tres métodos, los resultados de los dos primeros van a ser más cercanos que el tercero.

En el campo **Modelisation** tenemos dos casillas: **Degré du polynome de modelisation du ciel** que nos permite modelar el fondo del cielo, según tres valores: 0 cuando el fondo del cielo es bastante uniforme, y si las estrellas están aisladas. 1 si hay desuniformidad en el fondo en un solo sentido, como cuando medimos una estrella que esta contaminada por el brillo de una galaxia cercana. 2 cuando el fondo es progresivamente menos brillante hacia los extremos, como cuando medimos la condensación central de un cometa, donde la coma es progresivamente mas tenue a su alrededor, según el creador del programa es mejor evitar este valor porque hay un gran riesgo de sobre-estimar el flujo del fondo del cielo.

La casilla **Demi-largeur de la fenétre de modélization** permite modificar el ancho de la ventana dentro de la cual se realiza el cálculo entre 5 y 35 píxeles. Este valor es:  $Width = 2 \times \text{anchura media} + 1$ . Con el fin de tener la mayor cantidad de luz de las estrellas en la ventana de modelado, se debería aumentar este valor hasta el máximo 35. Sin embargo en la práctica es importante evitar la presencia de otras estrellas en la ventana las cuales distorsionarían la medición. Por lo tanto el ajuste de este valor depende de que distancia hay entre las estrellas cercanas y el objeto que se desea medir. Generalmente, un valor entre 5 y 15 es adecuado, así que 9 es un buen valor por defecto. [Active las dos pequeñas ventanas de abajo configurando los valores 1 y 12, y presione OK.](#)

Una vez tenga decididas las estrellas de calibración, seleccione la primera desde el menú **Analyse/Photometrie/Ajouter un étalon**: o simplemente pulse **Ctrl + E** con el teclado y aparecerá una cruz que se mueve hacia donde movemos el ratón, toque con esta cruz ella la primera de las estrellas de comparación, y cambie la magnitud **14** que aparece por defecto, por la magnitud del catalogo, en el recuadro **Entrée de la magnitude/Magnitude de cet étalon?** y presione **OK**.

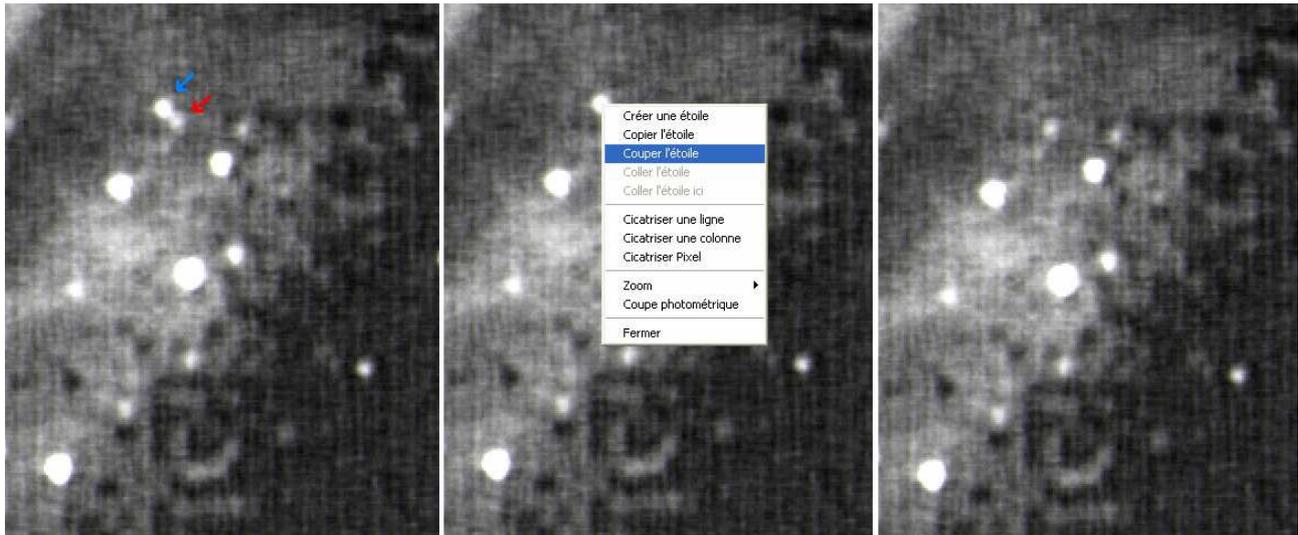


Si todo esta bien, aparecerá un círculo rojo alrededor de la estrella, y aparecer el cuadro **Rapport**, con las estadísticas de la estrella seleccionada y la intensidad en ADUs dentro del círculo de medición, puede minimizarlo para seleccionar con **Ctrl+E**, las demás estrellas de calibración, las cuales pueden estar una por encima y otra por debajo sin exceder 1 mag entre ambas, si notamos que una de las estrellas muestra un nivel de error en el cuadro Rapport, debemos eliminarla de la lista a través del menú **Analyse/Photometrie/Enlever un étailon** o pulsando **Ctrl + Alt + E** con el teclado, y tocando el objeto. Sin embargo, es mejor usar una única estrella de comparación muy confiable, que varias que no son tan confiables.

Hay estrellas de calibración, u objetos en estudio, que no podrán ser seleccionados por estar en un campo muy poblado, como en el caso de los cúmulos globulares, o el brillo de una supernova cerca del núcleo de una galaxia lejana, en estos caso nos aparecerá el aviso **Erreur de modélisation** (figura derecha), y no podremos escoger el objeto, también podría ser el caso que si pueda ser seleccionada por el programa, pero esta contaminación “crowding” dañaría las medidas. En estos casos debemos cortar la imagen de la estrella que nos contamina la medida.



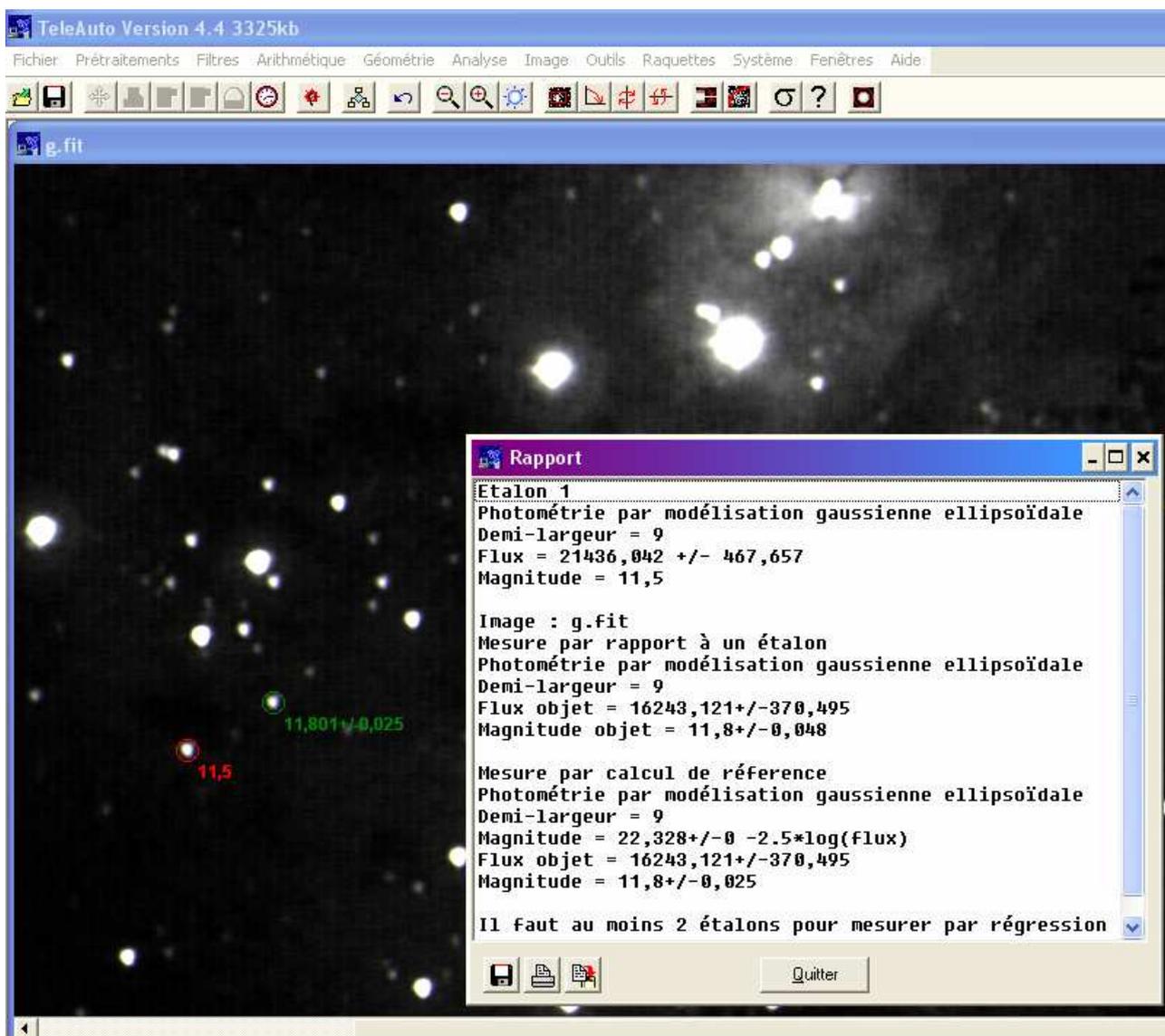
Para esto ajustamos el brillo de la imagen, y hacemos Zoom en la estrella a cortar para visualizar bien la zona, centramos el cursor en la estrella, y con el botón derecho elegimos la opción y **Couper l'étoile**, en el ejemplo inferior queremos medir la estrella señalada en Rojo, pero el brillo de la estrella compañera señalada en azul, nos contamina la medida, el resultado es que la estrella es eliminada pero el brillo de la nebulosa permanece inalterado.



Hay casos en los que se elimina solo parte de la estrella, y tenemos que aplicar varias veces la opción para ir eliminando los remanentes, como en el ejemplo inferior, donde se elimina una estrella cercana a la zona del reloj de arena en la nebulosa M8, Hay ocasiones donde no podemos eliminar los remanentes por completo, pero si lo suficiente para realizar la medida.



Ahora se puede medir la magnitud del objeto en estudio en el menú **Analyse/Photometry/Measure** o con las teclas **Ctrl + M** y tocando con la cruz la estrella a ser medida. Aparecerá un círculo verde con la magnitud y el error estimado, estos datos se pueden ver también en el cuadro **Rapport**. Como nuestra cámara no es completamente lineal, la medida usando regresión lineal garantiza el mismo punto cero para todas las imágenes como se vio en la (pag 44).



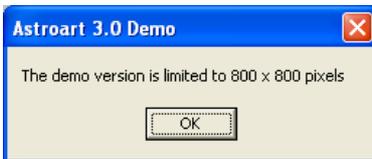
La ventana Rapport muestra la relación entre todas las medidas solicitadas, para copiar los valores en esta ventana sombreamos los datos con el ratón, y presionamos **Ctrl + Insert**, ahora lo pegamos en cualquier documento de texto. Para borrar todos los valores de flujo y magnitud, puede seleccionar **Analizar / Fotometría / Reinicializar**.

**Consejo 1:** Antes de la medición de las estrellas de comparación, ajuste el ancho de la ventana de modelado a 11 para estar seguro de medir la mayoría de flujo al no tener estrellas cerca de la ventana. **Consejo 2:** Antes de la medición de la supernova, ajuste el ancho de la ventana de modelado a 5 para excluir lo mas posible la parte más pequeña y brillante del núcleo de la galaxia incluida en la ventana y así minimizar los errores de modelado.

El programa TeleAuto, detecta automáticamente el fotocentro de las estrellas, así que objetos muy débiles no van a ser registrados por el programa, en el caso de Iris si es registrado pero con mucha incertidumbre en la determinación del flujo. solo AstroArt usando el cuadro de Zoom Local permite medir el brillo de un objeto muy débil, o incluso del fondo del cielo de manera muy precisa, pero si se realiza fotometría automática tampoco detecta los fotocentros como ahora veremos.

**BORRAR ESTRELLAS EN IRIS:** en el programa Iris también se pueden cortar estrellas, para esto se encierra la misma en un cuadrado con el ratón, y desde la ventana de comandos se escribe **>ERASE** y Enter, el cuadrado tomará el valor interpolado de la zona periférica, conservándose el fondo del cielo. Esta función también aplica a las imágenes a color. Es recomendable subir la ganancia para visualizar la PSF completa y cortar la estrella sin dejar residuos, o hacerlo por partes.

## Fotometría con Astroart 3.0



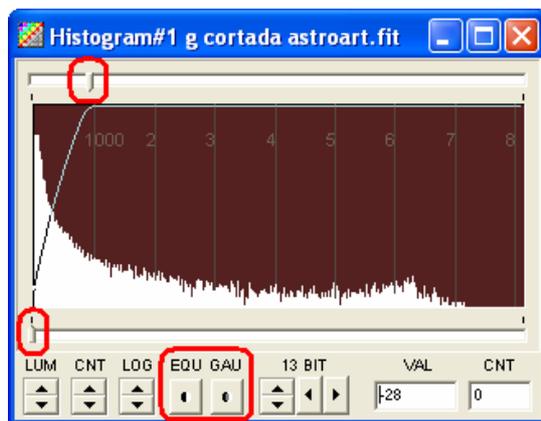
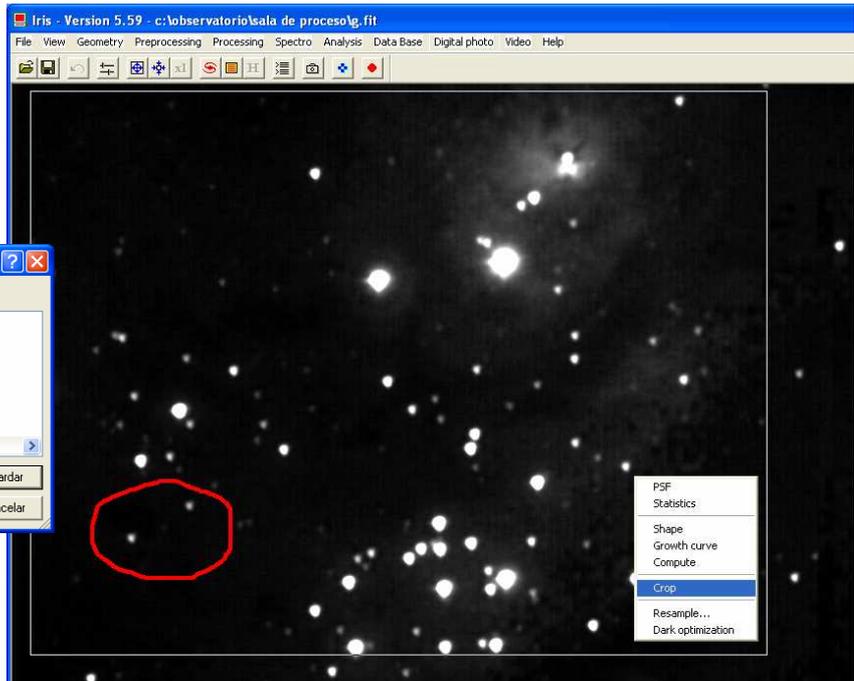
si medimos con el programa **Astroart 3.0**, Demo (versión gratuita), podemos trabajar con el formato original de 640 x 480 de la webcam, pero en nuestro ejemplo aplicamos Drizzle 2X (1280 x 960 píxeles), y cuando la vayamos a abrir nos aparecerá el mensaje izquierdo, ya que la versión demo esta limitada a imágenes no mayores que **800 x 800 píxeles**, y **no** guardar los resultados para los procesos en la imagen, pero si guarda los resultados para las mediciones de fotometría y astrometria

que es lo que vamos a realizar. Para solventar este inconveniente abrimos la imagen en Iris y seleccionamos una zona no mayor a 800 x 800 píxeles donde se encuentre la estrella de calibración y el objeto en estudio, y con el botón derecho del ratón cortamos en **Crop** y la guardamos.



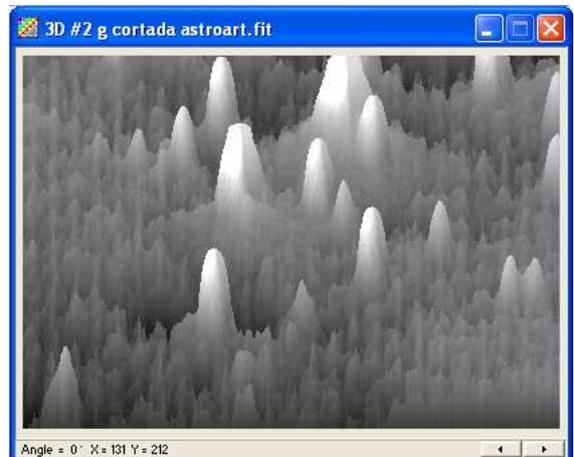
Ahora abrimos Astroart y en el menú **File/Open**, seleccionamos en **Tipo**: el formato en que están la imágenes a medir, en nuestro caso (Fits). Si la imagen esta en color, desde el menú

**Color/Split RGB** descomponemos cada canal en una imagen individual. Al desplegarse la imagen, abrimos la herramienta

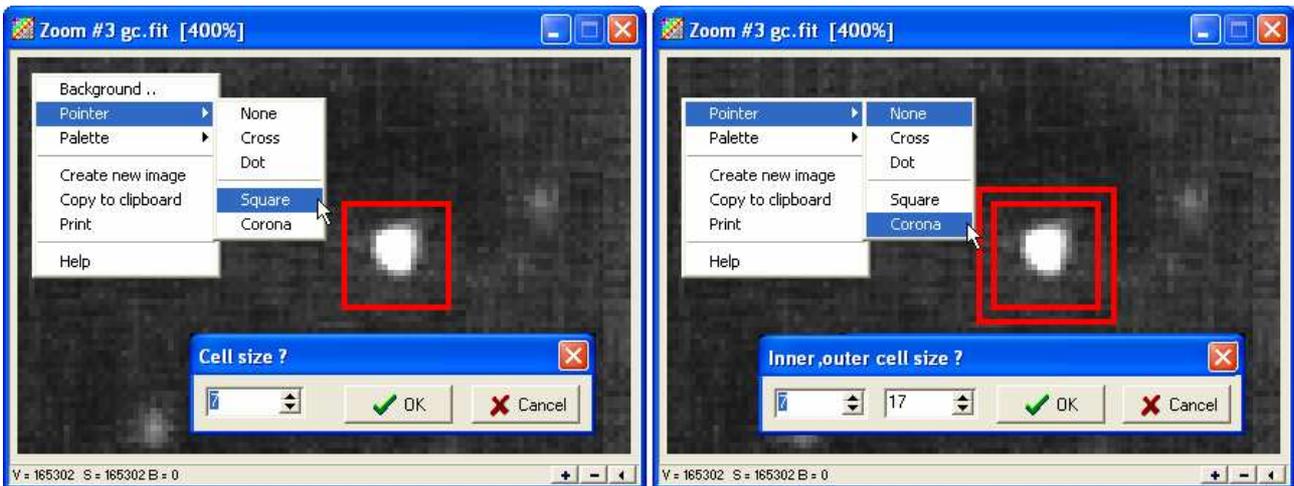


una ventanilla que nos muestra mas grande la zona de la imagen donde tenemos el cursor, el botón de la lupa roja para Zoom general, y la opción **View/3D** nos permite visualizar en relieve y a la vez con diferencia de brillo, la zona de la imagen donde tenemos el cursor +, el relieve mostrara el mismo despliegue que tengamos en la imagen: Logarítmico, Ecuilizada, etc. Con los botones ◀ ▶ de la esquina inferior derecha del cuadro 3D giramos la imagen sentido reloj y contra reloj. A la derecha la ventana 3D para un despliegue logarítmico de las estrellas encerradas en rojo en la imagen superior.

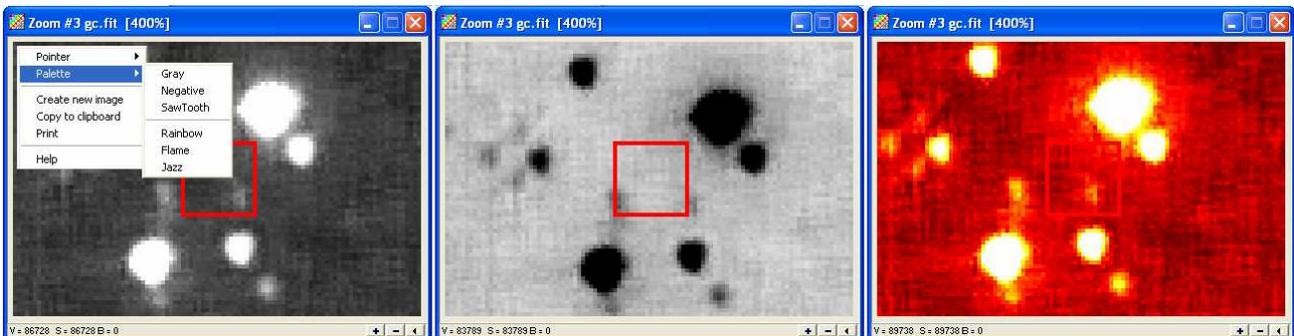
de histograma en **View/Histogram**, en ella ajustamos los niveles de brillo como hemos hecho en Iris y Teleauto, para visualizar si hay estrellas cercanas que puedan contaminar la medida del objeto que seleccionamos. Con los botones **LUM** hacemos mas luminosa u oscura la imagen general, con **CNT** agregamos una constante de brillo, el botón **LOG** aumenta progresivamente el brillo logarítmicamente, **EQU** realiza un despliegue de la imagen mostrando sus partes mas tenues pero saturando las brillantes, **GAU** despliega logarítmicamente la imagen del punto 0 hasta el punto de mayor brillo al mismo tiempo, con el botón de la lupa azul: **Zoom local**



Para configurar el diámetro del diafragma con el que vamos a realizar las medidas, hacemos clic con el botón derecho del ratón dentro de la ventanilla de **Zoom local**. Entonces se nos abre un menú en el que seleccionaremos la opción **Pointer**, que es el tipo de diafragma de medición (versión 3.0 solo admite diafragmas cuadrados). Al posicionarnos sobre el, se abre otro submenú donde escogeremos **Square**, y se abre una ventanilla con la casilla **Cell Size**, allí elegimos el tamaño en segundos de arco del diafragma (este tamaño debe estar basado en el radio óptimo calculado según la PSF, pag 46). Debemos corroborar que los objetos quedan bien cubiertos, moviendo el cursor sobre los objetos a medir en la imagen principal. Si escogemos la opción **Corona**, el programa calcula el fondo del cuadro externo para restarlo del interno.

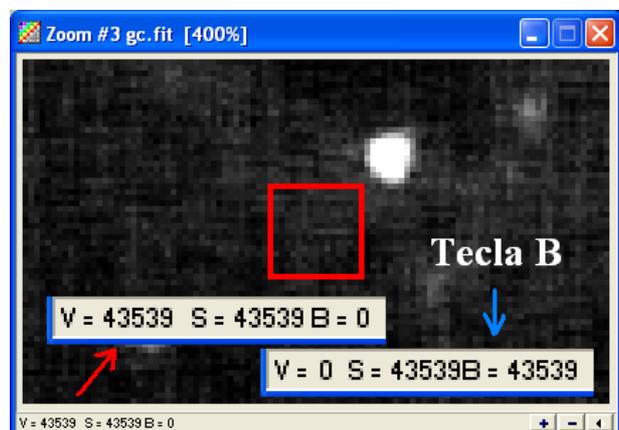


Tenemos junto a las herramientas de visualización de la imagen, otra para la visualización de la ventana de Zoom. Esta también la configuramos pinchando el botón derecho del ratón dentro del cuadro Zoom en la opción **Palette**, donde tenemos varias alternativas. Abajo de izquierda a derecha se muestran algunas de las opciones: **Grey scale**, **Negative**, y **Flame**.

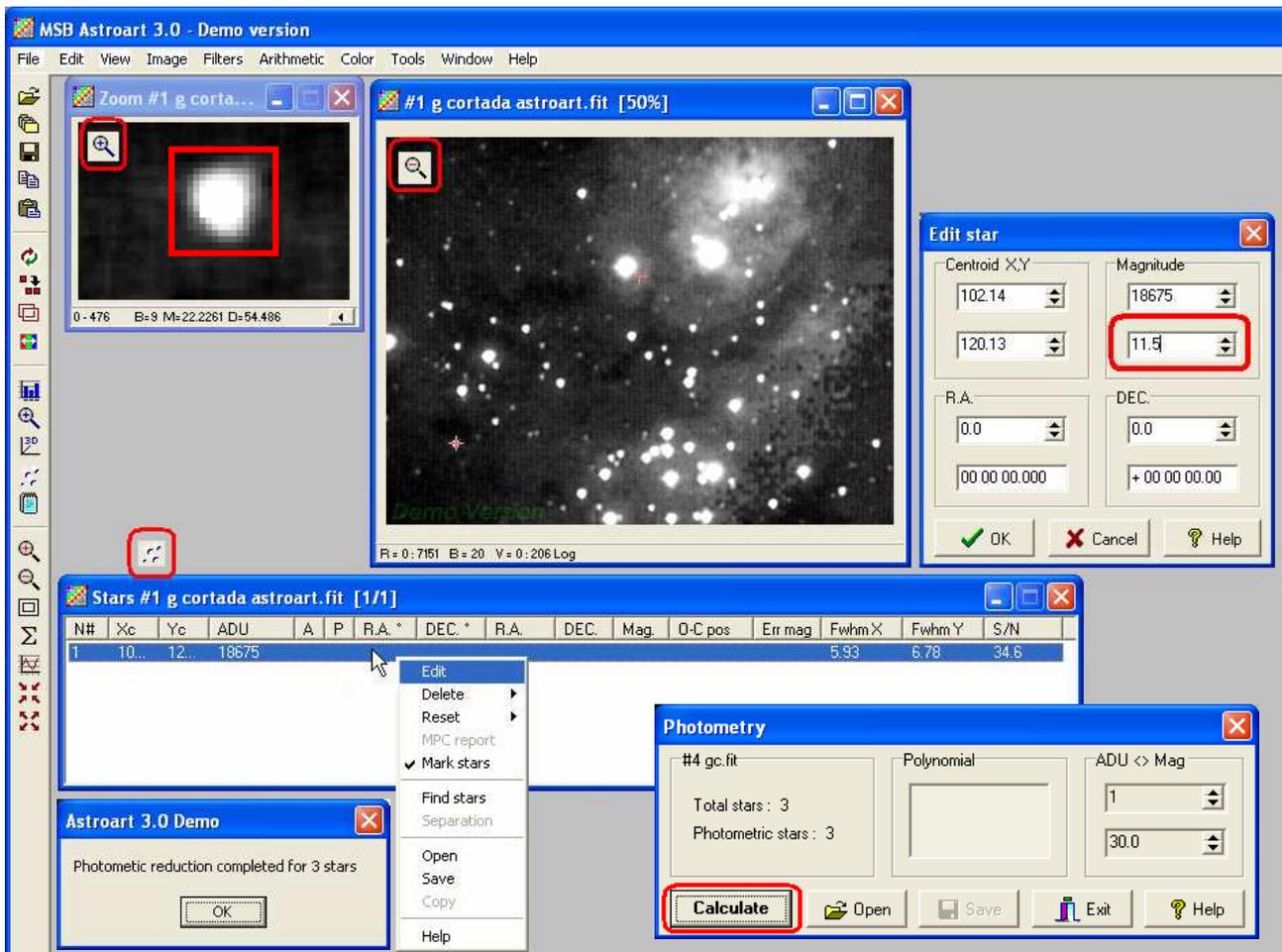


Con los botones de la esquina inferior derecha del cuadro de Zoom local +, -, ◀, aumentamos o disminuimos el Zoom y ajustamos el contraste.

En cualquiera de las opciones de diafragma, cuando movemos el cursor sobre la imagen principal, vemos en el cuadro Zoom local (imagen derecha), tres cifras en ADUs cambiantes: **V** = señal del objeto corregida, **S** = señal total en el diafragma, y **B** = fondo del cielo. El modo **Corona** funciona igual que los diafragmas de Iris, pero cuando el campo es muy poblado usaremos **Square**, para eliminar el anillo exterior. En este caso restaremos el fondo, situando el cursor en la imagen principal, sobre una zona adyacente al objeto a medir, que no contenga estrellas y sirva como referencia del fondo, pulsamos en el teclado la letra **B**, y el valor de **S** también estará en **B**, los valores de cualquier estrella que encerremos en el cuadro serán: **B** = fondo del cielo, **S** = señal total en el cuadro, **V** = señal del cuadro con el valor de fondo restado.



Ahora desde el menú **View/Stars** o desde el icono , abriremos el cuadro de selección de estrellas y colocamos el cursor + sobre esta estrella a la que le calibramos el fondo. En este momento aparecerá un círculo  a su alrededor, indicándonos que estamos sobre su fotocentro, y hacemos clic encima. Si no se forma este círculo alrededor de ella, no podremos agregarla al cuadro Stars. Si las estrellas son muy grandes y el círculo no la cubre aplicamos el Zoom general . Al clicar la estrella aparecerán sus datos en la Lista de Estrellas. Para asignarle la magnitud tocamos la fila con el botón derecho del ratón, y en **Edit** abrimos el cuadro **Edit Star**, allí introducimos su magnitud escogida del catálogo según la banda y pulsamos **Ok**. Esto lo hacemos con todos los objetos a medir (calibrar el fondo, escoger y editar magnitud).



The screenshot shows the MSB Astroart 3.0 software interface. The main window displays a zoomed-in image of a star with a red circle around it. The 'Edit star' dialog box is open, showing the 'Magnitude' field set to 11.5. The 'Stars' table is visible, showing the following data:

N#	Xc	Yc	ADU	A	P	R.A. *	DEC. *	R.A.	DEC.	Mag.	O-C pos	Err mag	Fwhm X	Fwhm Y	S/N
1	10...	12...	18675										5.93	6.78	34.6

The 'Photometry' dialog box is also open, showing the 'Calculate' button highlighted. The 'Stars' table is also visible, showing the following data:

N#	Xc	Yc	ADU	A	P	R.A. *	DEC. *	R.A.	DEC.	Mag.	O-C pos	Err mag	Fwhm X	Fwhm Y	S/N
1	201.92	108.11	103134		+					11.5		0.07	4.38	5.07	76.3
2	632.39	266.75	46208		+					12.2		0.12	4.56	5.17	17.2
3	621.55	229.35	185374		+					11.1		0.06	4.46	5.2	61.5

Una vez tenemos las estrellas de calibración, nos vamos al menú **"Tools"** seleccionamos **"Photometry"**, y pulsamos el botón **"Calculate"**, el programa nos mostrara el cuadro **Astroart** donde se indican el numero de estrellas usadas para el cálculo, pulsamos **Ok**, y en el cuadro Stars aparecerá junto con las magnitudes introducidas la

columna **Err mag** con el de magnitud para cada estrella, esto es una representación de la dispersión en los datos de las estrellas de calibración. Para medidas lo más precisas posibles, debemos deseleccionar las estrellas con los valores de error más altos tocando el signo + de la columna **P**, y volvemos al submenú **Photometry/Calculate**, podemos repetir este paso hasta conseguir errores bien pequeños. El mínimo de estrellas de calibración son dos. Al movernos en la imagen principal se muestra la mag de cualquier objeto en la ventana **Zoom**, y si hacemos Click encima, se agrega a la tabla su magnitud. Para guardar cerramos el cuadro Stars y nos aparece un mensaje que pregunta si queremos guardar los datos, y le decimos que **Sí**.

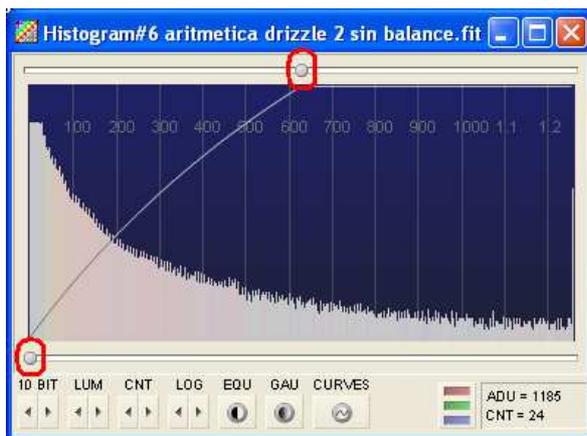


The screenshot shows a dialog box titled 'Save changes to disk?' with three buttons: 'Sí', 'No', and 'Cancelar'.

## Fotometría con Astroart 5.0

El programa **Astroart 5.0**, en su versio Demo al igual que la **3.0** es gratuita, pero a diferencia de esta, nos permite trabajar tanto con el formato original de 640 x 480 de la webcam, como con formatos mayores donde hayamos aplicado Drizzle 2X o 3X, o en imágenes producidas por nuestras camaras DSLR. Esta tampoco guarda los resultados, pero si los de las mediciones fotometricas, que es lo que vamos a realizar.

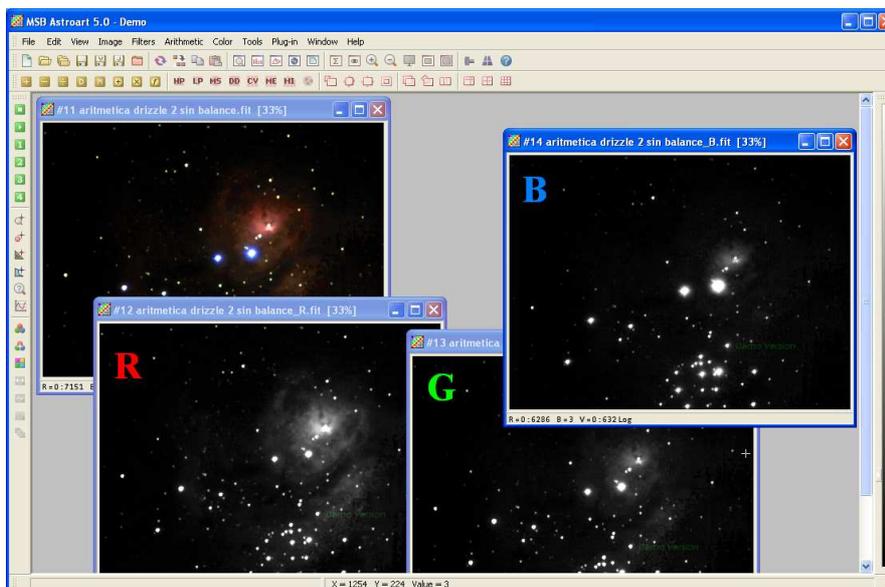
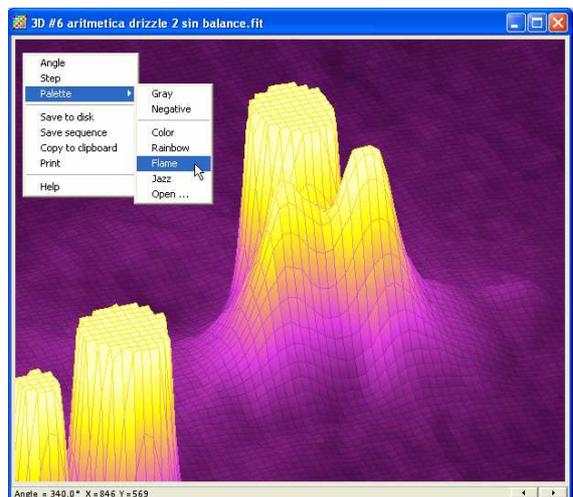
Con Astroart no necesitamos separar previamente los componentes RGB, sino que importamos la imagen RGB en el menú **File/Open**, y seleccionamos en **Tipo**: el formato en que está la imagen a medir, en nuestro caso (Fits). Al desplegarse la imagen abrimos la herramienta de Histogramas en el icono , o en el menú **View/Hisogram**, en ella ajustamos los niveles de brillo como hemos hecho en Iris o Teleauto, para visualizar si hay estrellas que puedan contaminar el objeto en



estudio. Con los botones **10 BIT** ampliamos el rango en el que vamos a hacer los ajustes, con **LUM** hacemos mas luminosa o mas oscura la imagen general, con **CNT** agregamos una constante de brillo, el botón **LOG** aumenta progresivamente el brillo logaritmicamente, **EQU** realiza un despliegue de la imagen mostrando sus partes mas tenues pero saturando las brillantes, mientras que **GAU** despliega logaritmicamente la imagen mostrando todos los niveles de brillo al mismo tiempo.

Con el botón de la lupa  **Zoom local**, abrimos

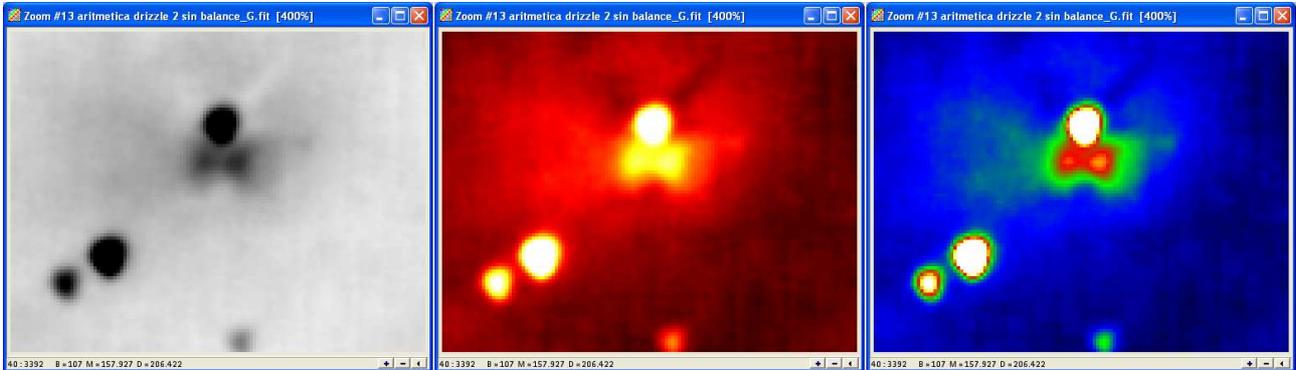
una ventanilla que nos muestra mas grande la zona de la imagen donde tenemos el cursor, los botones   son para Zoom general, y la opción  o **View/3D** nos permite visualizar en relieve y a la vez con diferencia de brillo, la zona de la imagen donde tenemos el cursor +, el relieve mostrara el mismo despliegue que tengamos en la imagen: Logarítmico, Ecualizada, etc. Con los botones   de la esquina inferior derecha del cuadro 3D giramos la imagen sentido reloj y contra reloj. Podemos cambiar la paleta del despliegue 3D pulsando el botón derecho dentro de la ventanilla y en **Palette**, seleccionamos. La opción **Open ...** son aun mas paletas.



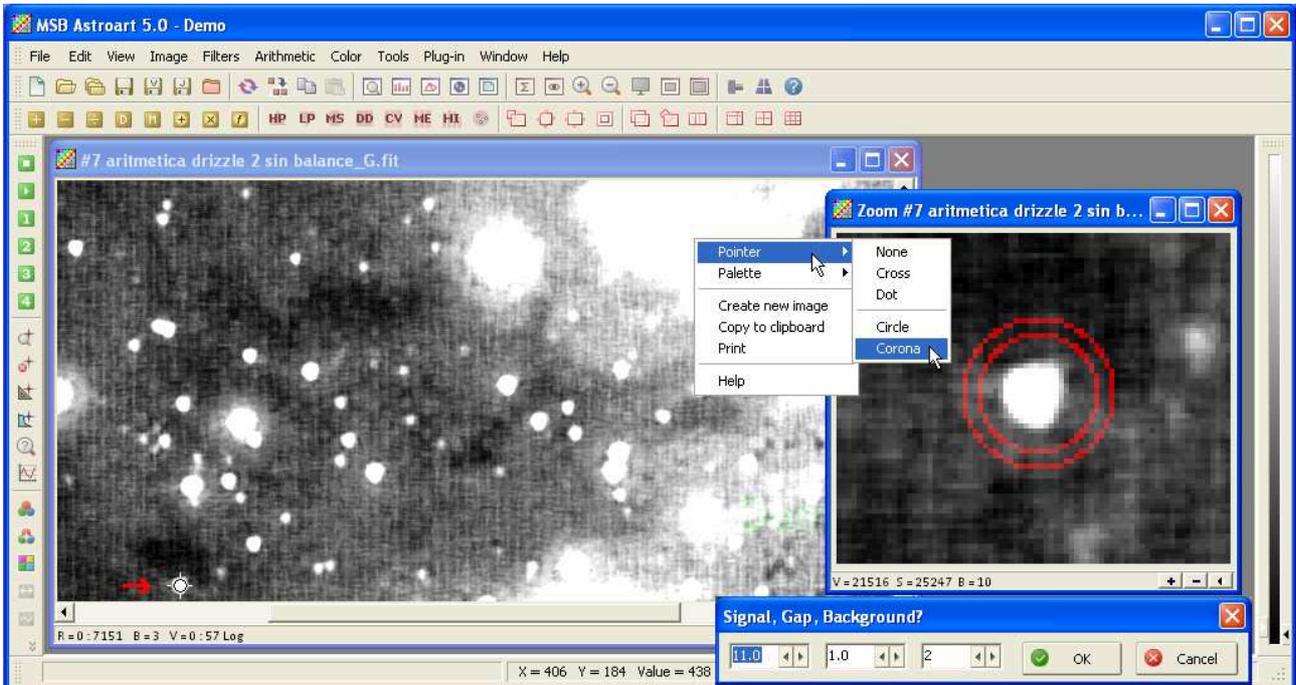
Una vez ajustada la imagen, separamos sus componentes desde el icono inferior izquierdo , o desde el menú **Color/Split RGB**. Las ventanillas de zoom local, 3D, y muchas otras, funcionan como una ventanilla individual para cada imagen abierta, así que tenemos que tocar la imagen donde vamos a usar la opción de ventanilla. Si el canal B no se muestra correctamente tocamos el borde interior del marco.

En este ejemplo tomaremos solo el canal G (verde), los demas los cerramos, (esto elimina la necesidad tener componentes RGB separados previamente en nuestra PC).

Lo primero sera abrir la ventanilla de **Zoom local** en el icono , o desde el menú **View/Stars**, y pulsando dentro de esta el botón derecho del ratón, escojemos una paleta que muestre mejor los objetos de la misma manera que en las ventanas de **Imagen general**, **Zoom local**, o **3D**. Abajo las opciones: **Negative**, **Flame** y **Rainbow**. En esta ventanilla se mostrara la

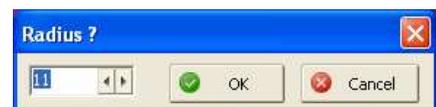


región de la imagen donde movemos el cursor, cuando pasamos sobre una estrella veremos que el programa detecta el fotocentro apareciendo un círculo  a su alrededor. Para configurar el diámetro de la herramienta de medición, hacemos

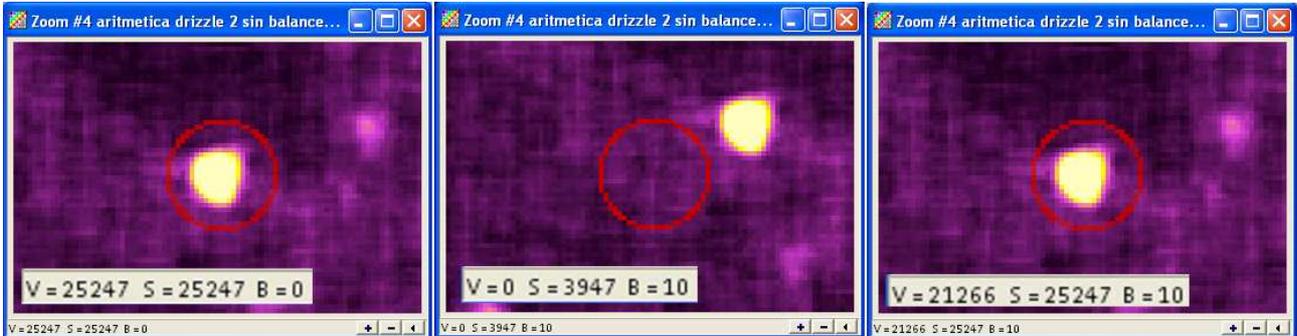


clic con el botón derecho del ratón dentro de la ventanilla de **Zoom local** . En la opción **Corona**, la casilla **Signal**, determina el diámetro del anillo interno, la casilla **Gap**, determina la separación entre el anillo interno y el borde interior del anillo externo, y **Background?**, el radio del anillo externo que mide el brillo de fondo. El procedimiento es idéntico que en Iris, el promedio de la señal por píxel del anillo externo mostrado como  $B = 10$  (10 ADUs por píxel), en la parte inferior izquierda de la ventanilla Zoom Local (al igual que AstroArt 3.0) se resta a cada píxel del anillo interno con la señal total en el diafragma  $S = 25247$  (ADUs), quedando una señal corregida mostrada en  $V = 21516$  (ADUs). En la opción **Pointer**, escojemos el tipo de diafragma de medición.

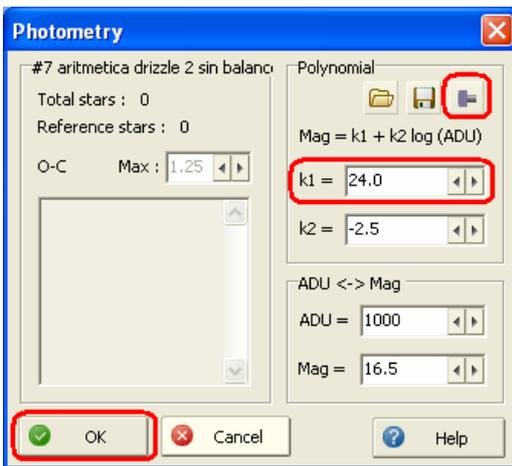
Para **Circle**, se abre una ventanilla con la casilla **Radius?**, allí elegimos el tamaño en píxeles del diafragma (basado en el radio de la PSF, pag 46), pero de igual modo, si calibramos el fondo con la tecla **B**, se muestran los tres valores **V**, **S**, **B**. Debemos corroborar que los objetos quedan bien cubiertos, moviendo el cursor sobre los objetos a medir en la imagen principal. Con los botones de la esquina inferior derecha del cuadro de Zoom local **+**, **-**, **↔**, aumentamos o disminuimos el Zoom y ajustamos el contraste. Este es adecuado para campos muy poblados



como en cumulos globulares y objetos envueltos en nebulosas donde evitamos tomar como fondo del cielo, una zona contaminada por estrellas adyacentes. Este es también el anillo indicado para aplicar el metodo de correccion de apertura. De izquierda a derecha: **1)** el valor de la estrella incluyendo el fondo. **2)** nos posicionamos sobre la zona que usaremos como fondo y pulsamos la tecla **B**, el valor **S = 3947** se tomara como **V = 0.3947** / cantidad de pixeles en el circulo = **10**, por eso **B = 10**. **3)** al posicionarnos sobre la estrella a medir, veremos que su valor de **S = 25247**, es mostrado en **V = 21266**. Mientras no pulsemos la tecla B para volver a calibrar el fondo, este valor sera restado a cualquier objeto medido.

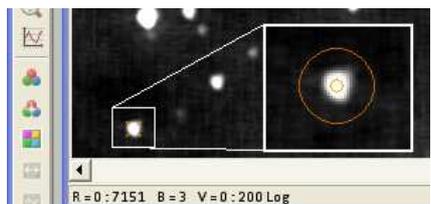


Estos valores corresponden a intensidad. Para que el programa los muestre la magnitud, nos vamos al icono , o al menú **Tools/Photometry**, para abrir el cuadro izquierdo **Photometry**, entonces pulsaremos el botón , y pulsamos **OK**. Entonces aparecera un nuevo valor en la ventanilla Zoom con **Mag = 13.181**.



**V = 21266** **Mag = 13.181** **S = 25247** **B = 10**. Este es el valor **V = 0** llevado a escala de magnitudes, su valor no es negativo como en Iris, porque en la casilla **k1** = llamado **Magnitud constant** en Iris, muestra por defecto **24.0**, mientras Iris mostraba **0.000**. Este es el punto 0, y se calibra de un modo similar. La magnitud de (13.181) para la estrella de calibración (1), corresponde a la Magnitud Instrumental. Para asignarle el valor absoluto de nuestro catalogo, restamos al valor del punto cero, la resta del valor instrumental menos la magnitud real del catalogo: **24.0 - (13.181 - 11.5) = 22.319**. Este lo insertamos en la casilla **k1 = 22.319** y pulsamos **OK**. Al posicionarnos de nuevo sobre el objeto, este nos muestra su magnitud real corregida. Ahora tenemos calibrado el punto cero para medir cualquier estrella en la imagen, entonces calibramos el fondo cercano al objeto en estudio y medimos su magnitud **11.847**. Este es el metodo mas preciso.

Podemos ajustar el punto cero tambien abriendo la lista de estrellas en el icono , o desde el menú **View/Stars**, y cuando el fotocentro sea detectado, hacemos clic encima de la estrella de calibración. La estrella quedara marcada por una x, que es un círculo naranja, visible solo al aumentar la imagen general (las estrellas con PSF muy grande, no seran cubiertas por completo por este círculo). Luego nos posicionamos sobre la fila en la lista y escojemos **Editar** (boton derecho del ratón), y colocamos la Magnitud real de la estrella en la casilla inferior del campo **ADU, magnitud**, y al pulsar **OK** veremos estos valores en la columna **Mag**. Podemos escoger otras estrellas más para usar como calibradoras, pero solo se puede editar despues de pulsar boton , del cuadro **Photometry**.



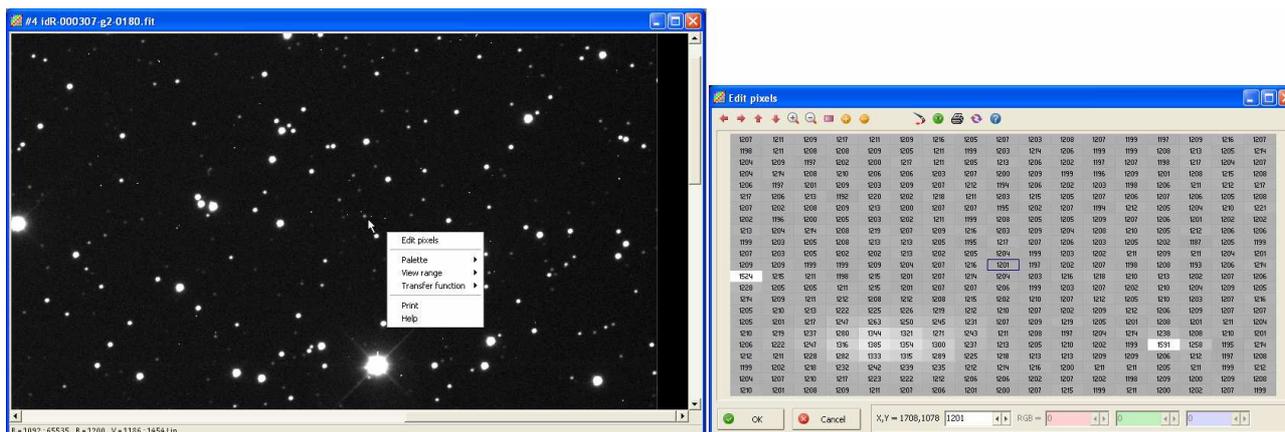
N#	Xc	Yc	ADU	A	P	R.A.°	DEC.°	R.A.	DEC	Mag.	O-C pos	O-C mag	Fwhm X	Fwhm Y	S/N	S-G-B
1	405.01	183.99	7922							11.500			5.93	6.79	163.83	2.5-1-10
2	538.99	299.98	5066							11.985			5.78	6.59	128.55	2.5-1-10
3	463.95	217.00	6155							11.774			5.98	6.86	143.45	2.5-1-10

Debemos recordar que no debemos medir estrellas alejadas en mas de 0.5 mag de los valores de las estrellas de calibración. En este caso las dos estrellas usadas poseian en el catalogo 11.5 y 11.98 Vmag, lo cual coincide bien con sus magnitudes

instrumentales relativas. Si tocamos la fila en la lista, se marcar con una cruz la estrella correspondiente a esa fila (imagen izquierda).

### Editar Pixeles (AstroArt)

Astroart 5.0 tiene la posibilidad de editar los pixeles de la imagen para cuando no se restaron adecuadamente algunos pixeles calientes, o cuando tenemos una region del fondo idonea para romar como muestra pero un pixeles caliente, o alguna fluctuación en el brillo del fondo, rayo cosmico etc, esta atravesado y contamina nuestra muestra de fondo. En los iconos superiores izquierdos de la ventana  podemos movernos en la region de la imagen con las flechas, aumentar y disminuir can las lupas, visualizar en negativo y aumentar o disminuir el contraste.

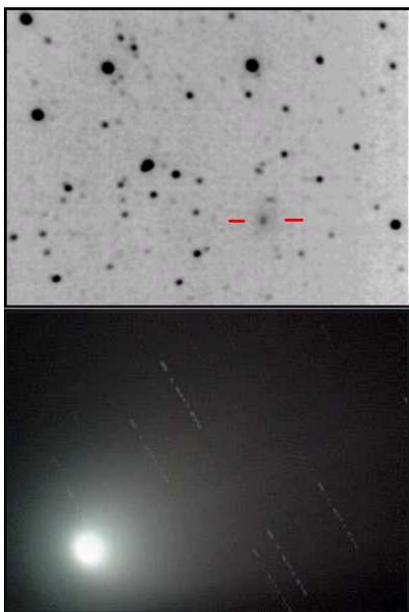
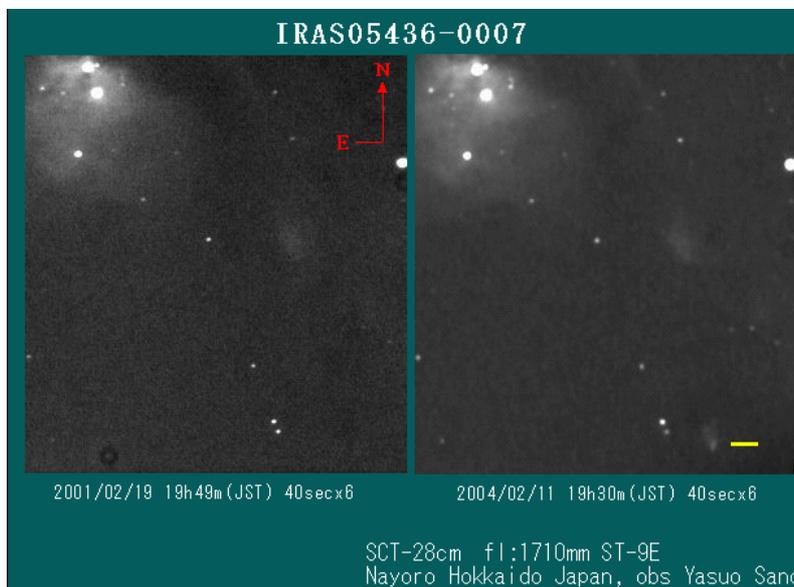


Si pulsamos en icono de pintar arriba al centro , se habilitan abren y habilitan otras opciones, se puede configurar una herramienta de brocha en Brush para modificar regiones de la imagen y no tener que hacerlo píxel por píxel, la opcion por defecto Circle define un circulo cuyo diámetro en pixeles lo definimos en la casilla derecha a, podemos tambien escijer un cuadro con Square, de este modo solo nos desplazamos sobre la estrella que queremos eliminar y sustituimos los valores con los valores de fondo del cielo adyacentes a ella, si la imagen es >Monocroma, al escribir el valor en cualquiera de los canales, se mostra este miosmi valor en todos los canales. Al pulsar **Exit** salimos de estas opciones y **OK** para aplicar.



## Fotometría Nebular

La fotometría no solo se utiliza para medir el brillo de estrellas, sino también para medir superficies difusas y realizar estudios de magnitud integrada. Por ejemplo, en el caso de objetos Herbig Haro, nebulosas variables como NGC 2261, o fenómenos FU Orión, donde una estrella T Tauri comienza su entrada en la secuencia principal emitiendo cantidades de energía que aumentan el brillo de la nebulosa donde se formó, esto se pudo ver en la nebulosa McNeil, descubierta en 2004 a 12' de la nebulosa M78, en Orión. Las imágenes derechas del Japonés **Nayoro Hokkaido** el **11/02/2004** muestran que el aumento de brillo se percibió al comienzo como una mancha difusa aumentando de brillo. En estos casos el objeto no posee fotocentro luminoso y los programas como Astroart y Teleauto dan error al seleccionar el objeto.

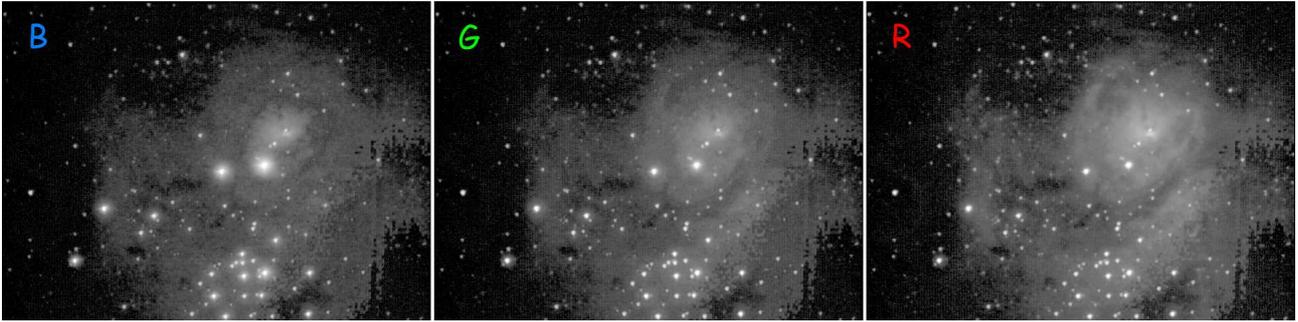


Para poder realizar estas mediciones usamos el programa Iris y su fotometría de apertura, allí podemos encerrar en el diafragma cualquier región, incluso el fondo del cielo, y este nos mostrara su valor en intensidad de brillo.

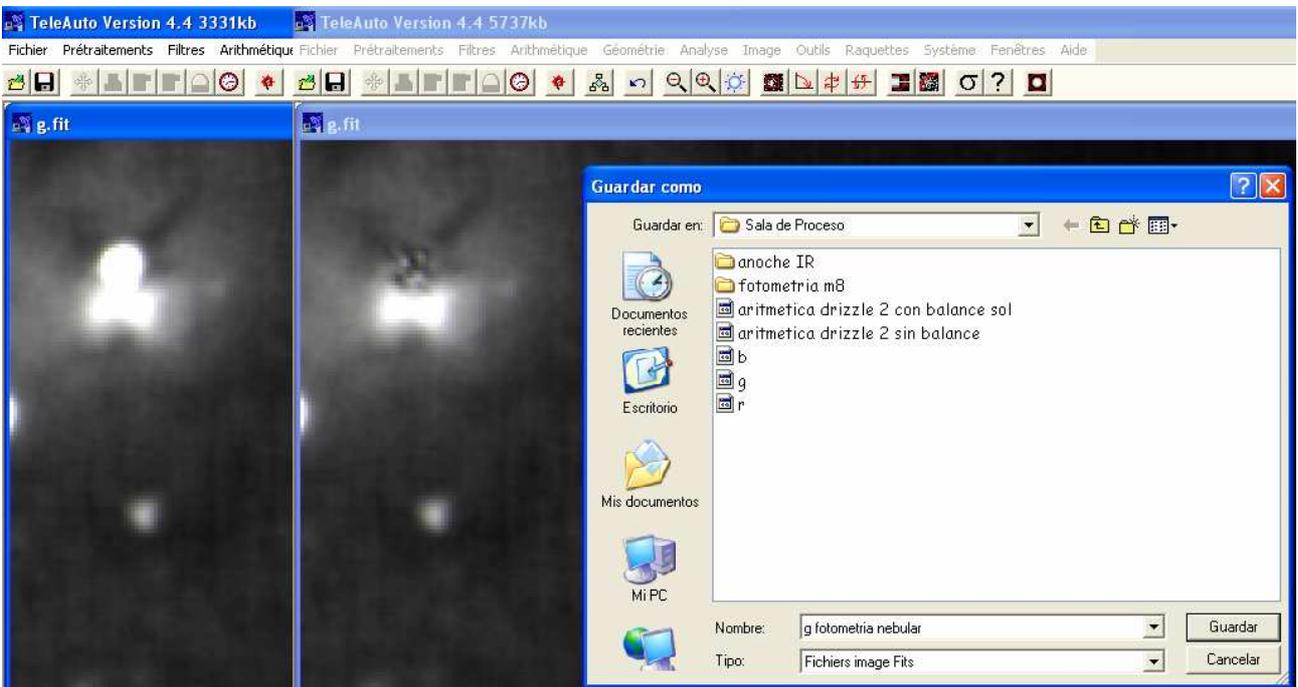
También podemos realizar fotometría del perfil de un cometa para medir el componente Rojo que supone la luz solar reflejada por las partículas de polvo, o en los Jets que emergen desde núcleo, de esta manera podemos conocer la distribución de polvo en el mismo. Si realizamos esto antes y después del perihelio podríamos ver anomalías en la distribución que nos hablaría de la tasa de sublimación del hielo. Las recomendaciones de I. Ferrin 1985 para aislar la cola de gas y la de polvo, es que la banda azul cubra desde 395 a 495 nm, y la roja posea un corte brusco antes de los 540 nm, este requisito lo cumple el sensor 098 AK con el filtro de corte Baader UV/IR Cut.

La imagen superior izquierda del cometa **McNaught** fue obtenida por **Alberto Ceretta** desde Uruguay con una **Webcam Philips Toucam** y un Reflector de 30 cm, a 2.2 AU su mag era de 11,4. La inferior del cometa Neat la obtuvo **Keith Wiley** con una **Webcam Philips Vesta Pro 675** + Meade 8" LX200: 15 x 90 seg.

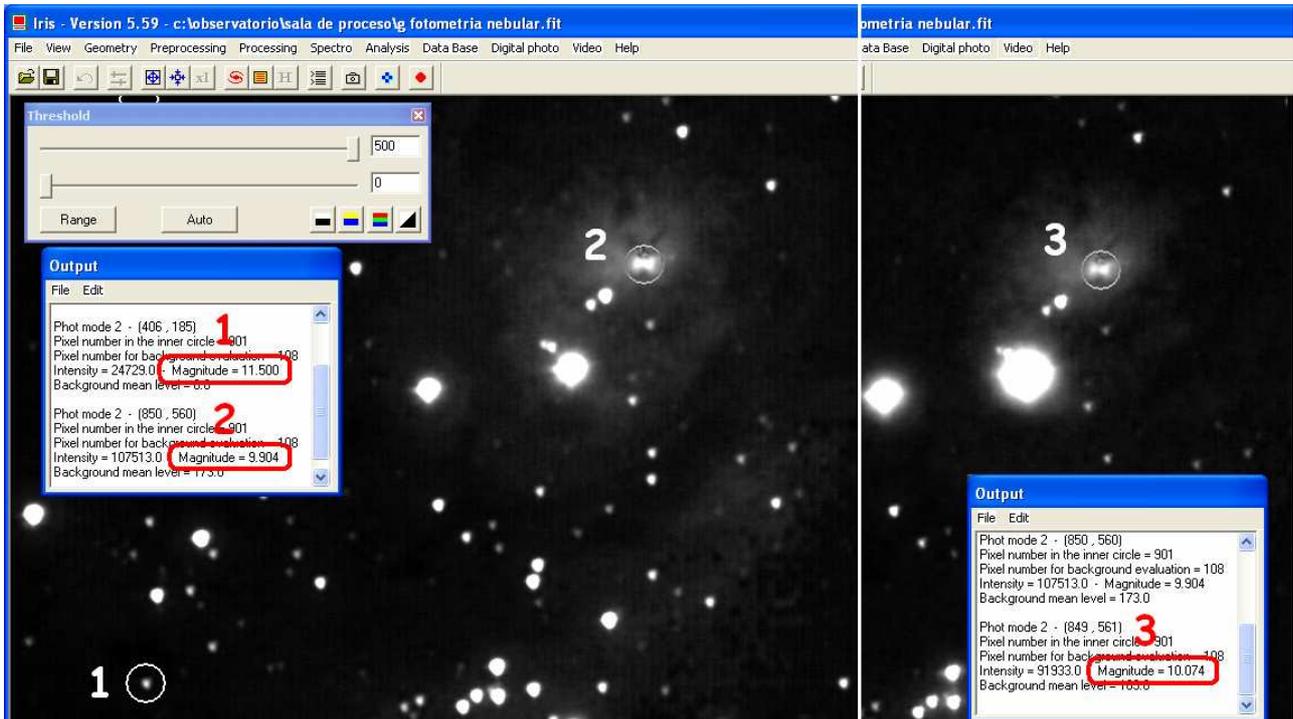
Las imágenes inferiores corresponden al despliegue logarítmico de los tres componentes de color de una imagen de M8. Podemos ver la diferencia de brillo en muchas estrellas de un componente a otro, pero nuestro interés en este ejemplo es medir la magnitud integrada de la estructura de reloj de arena en su interior, aquí la contaminación lumínica que desprende la estrella Hershell 36, mag 9,5 en banda V, contamina la medida, hay herramientas para cortar estrellas pag 59.



Después de cortar la estrella Hershell 36 adyacente a la estructura de reloj de arena en las imágenes G y B de M8, guardamos una copia en Fits de cada componente, las propiedades de estas imágenes son idénticas en Profundidad bits.

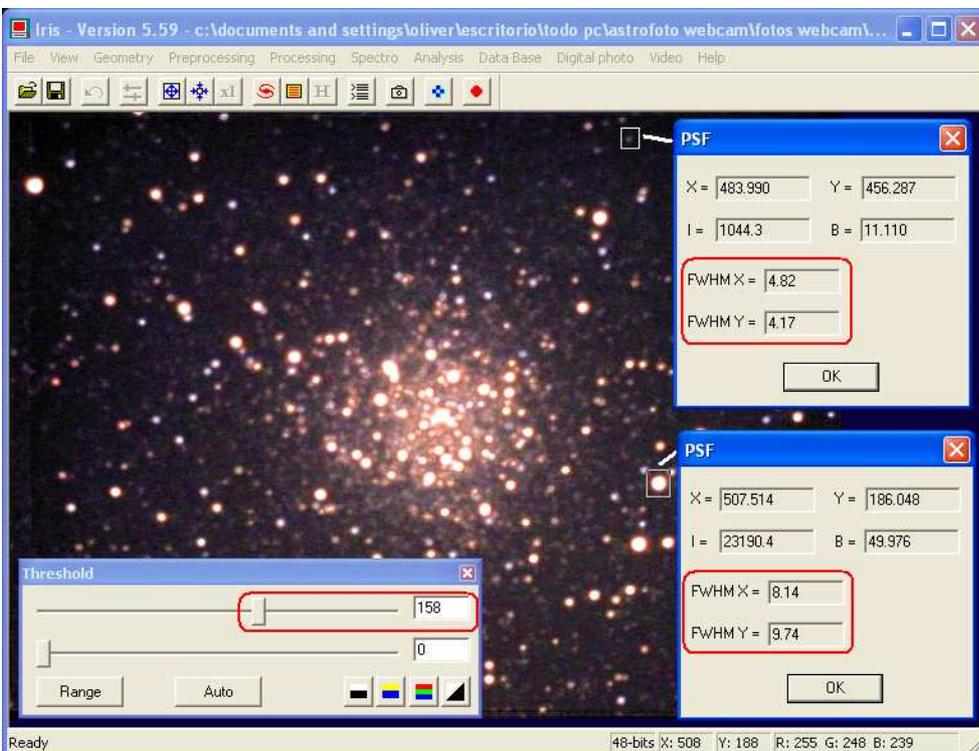


Luego las abrimos en Iris para realizarle fotometría de apertura, usamos para cubrir toda la estructura, un diafragma interno de 17 píxeles, y uno externo de 18 píxeles, se configuro la fotometría desde el componente G, usando la misma estrella de calibración (1) de mag V 11,5, la magnitud del reloj de arena fue de 9,904 en G y de 10,074 en B, ahora le agregamos a la magnitud B nuestro coeficiente para convertirla en  $B_j$ ,  $10,074 - 0,06983 = 10,00417$ . Con esto  $V_j = 9,904$  y  $B_j = 10,00417$ .

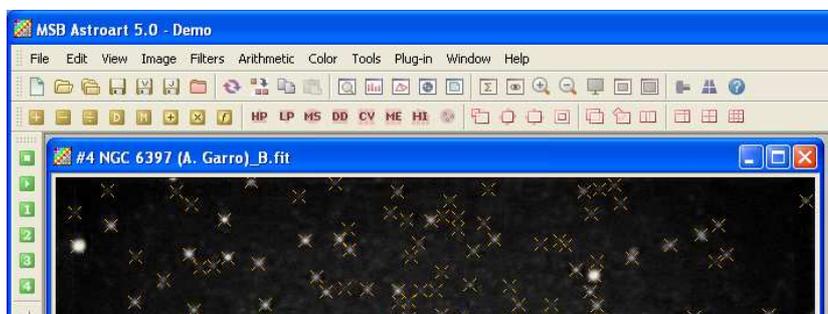


Para estar seguros de que medimos la misma region nebular en las imágenes R, G y B observamos la esquina inferior derecha del programa Iris cuando tocamos la zona a medir con el diafragma, esta muestra la posicion X: y Y: de la medida.

**Fotometria Multiobjetos / Multicanal (AstroArt – RGB FotoCalc)**



La fotometria de gran cantidad de estrellas, como en el caso de cúmulos globulares, donde hacerlo manualmente seria algo completamente impensable, usamos la versión demo de AstroArt 5.0. Antes de la fotometria propiamente dicha, debemos abrir desde IRIS una de las subexposiciones en RAW tal como se mostro en la (pag 49), para identificar las estrellas saturadas y/o fuera del rango dinamico, luego abrimos la imagen RGB aritmetica, para cuantificar su FWHM maxima y minima. [en este ejemplo se muestran las FWHM del cumulo globular NGC 6397, obtenida por A. Garro.



Luego de esto abrimos la imagen RGB aritmética desde AstroArt 5.0 y separamos los canales desde el icono inferior izquierdo , o desde el menú **Color/Split RGB**. Entonces tocamos el canal a ser medido y nos vamos al menú **Tools/Find Stars** o podemos configurarlo al español desde **File / Idioma**, en este caso **Herramientas / Localizar Estrellas**, allí escribimos según los criterios que acabamos de verificar en IRIS, el límite inferior y superior para establecer el rango de búsqueda. En este ejemplo [imagen derecha], se dejaron los valores de relación **S/N** y **ADU** con los valores por defecto, pero estableciendo la **FWHM** mínima en 1 y máxima en 11, la cual es un parámetro determinante a la hora de restringir la selección. En la casilla **Stars** insertamos el número de estrellas a buscar con este criterio, si colocamos un número alto pero el campo pesee pocas estrellas, el algoritmo se limitara a la cantidad de estrellas presentes en la imagen. Entonces pulsamos **OK** y estas se mostrarn marcadas.



Ahora desde el icono , o desde el menú **Ver / Estrellas** abrimos la lista de estrellas, en ella veremos los detalles de las estrellas que han sido seleccionados, ordenadas de acuerdo a la coordenada X. Podríamos abrir el cuadro **Fotometria** desde el icono , o desde el menú **Herramientas / Fotometria**, y pulsar el botón , para que aparezcan en el cuadro **Stars** las magnitudes instrumentales de las estrellas ecogidas. Pero solo nos limitaremos a guardar los datos como estan usando el botón derecho sobre la lista de estrellas (imagen inferior). Luego utilizando los mismos criterios de selección de estrellas, repetimos el proceso con la imagen de los canales G, y R, o con los canales con los que vayamos a trabajar.

N#	Xc	Yc	ADU	A	P	R.A.°	DEC.°	R.A.	DEC	Mag.	O-C pos	O-C mag	Fwhm X	Fwhm Y	S/N	S-G
1	18.05	417.01	4604										10.41	9.59	133.29	2.5-
2	505.04	183.03	4352										9.51	9.05	124.08	2.5-
3	490.99	135.03	4345										9.54	9.49	124.08	2.5-
4	460.97	392.02	4207										8.92	8.63	123.22	2.5-
5	300.97	16.02	4205										8.73	8.55	122.14	2.5-
6	538.04	222.06	4060										6.72	6.94	121.09	2.5-
7	585.93	98.00	3725										7.43	7.52	116.39	2.5-
8	513.04	136.97	3677										6.68	6.57	113.35	2.5-
9	148.02	7.04	3567										6.77	6.24	112.73	2.5-
10	292.01	51.03	3558										6.89	6.51	111.18	2.5-

En los casos donde cambiamos los filtros, por ejemplo a un filtro IR, y la secuencia esta desplazada en el apilado final con respecto a la imagen RGB optica, o donde se usan cámaras monocromas con filtros y no coincidan las imagenes en sus posiciones X y Y, el algoritmo de RGB FotoCalc, no realiza correcciones de alineamiento ni derrotación, debido a que estas pueden ser realizadas usando el comando **Quick Register QR2** desde IRIS (ver pag 66 del manual anterior).

El proximo paso es abrir la pestaña Herramientas del programa RGB FotoCalc, y desde el botón **Compilador Multiobjetos / Multicanal** establecemos con cuantos

X	Y	AR	DEC	A	X	Y	B	X	Y	C
135.98	320.08	999.000000	99.000000	15.030442	-0.01	-0.01	15.210315	-0.04	-0.01	14.871805
147.03	407.23	999.000000	99.000000	15.035221	0.03	-0.02	15.209984	0.04	0.78	15.075980
233.26	47.11	999.000000	99.000000	15.038889	0.01	-0.01	15.187064	0.10	0.71	15.130256
483.96	99.15	999.000000	99.000000	15.080083	0.00	-0.73	15.195194	0.79	0.02	15.030723
614.91	235.12	999.000000	99.000000	15.105330	0.01	-0.01	15.207670	-0.02	0.77	15.027921
113.92	410.15	999.000000	99.000000	15.132410	0.00	0.00	15.258368	0.79	0.01	14.926221
373.92	29.10	999.000000	99.000000	15.132410	0.02	0.00	15.257676	0.77	0.78	15.099635
403.98	223.15	999.000000	99.000000	15.171942	0.72	-0.05	15.429258	-0.03	0.66	15.325445
249.06	296.99	999.000000	99.000000	15.194216	-0.01	-0.01	15.314095	0.72	0.73	15.208992
144.04	440.04	999.000000	99.000000	15.194868	-0.04	0.00	15.221629	0.01	0.69	15.036912
213.14	421.99	999.000000	99.000000	15.201743	-0.01	-0.01	15.353405	0.01	0.00	14.996480
193.01	322.12	999.000000	99.000000	15.202729	0.00	-0.73	15.327655	0.04	-0.77	14.999202
390.86	182.05	999.000000	99.000000	15.212303	0.00	0.00	15.387547	0.76	0.78	15.196828
270.15	206.04	999.000000	99.000000	15.219624	-0.01	-0.02	15.342135	0.00	0.78	15.292459
483.19	277.00	999.000000	99.000000	15.229349	-0.02	0.02	15.395762	0.06	0.64	15.109545
433.21	193.96	999.000000	99.000000	15.237464	-0.57	0.47	15.514747	0.05	0.59	15.201086

canales vamos a trabajar en la opción **N°**. En **P0** el punto cero a usar en la fotometría, ya que este utiliza el valor en ADUs corregidas del fondo generado por Astroart, para establecer los valores fotométricos. En las casillas **Error Maximo en Pixeles**, establecemos cual es el valor

en X y Y máximo para ser considerada que se trata de la misma estrella en canales diferentes, por defecto es 0.8 (algo mayor a  $\frac{3}{4}$  pixel), pero podemos encontrar que la posición puede variar de un canal a otro hasta en 1 pixel, tratándose de la misma imagen descompuesta en R, G, y B, sobre todo para las estrellas con brillo por encima de los valores de saturación.

Ahora pulsamos el botón **Abrir Datos**, y escogemos el primer canal, podemos empezar por el canal más profundo, no tiene que ser precisamente el azul, podría ser el verde, según la cantidad de canales escogidos, el programa nos pedirá tal cantidad de archivos, y veremos las diferentes columnas con la posición X y Y AR, DEC, Mag A (primer canal), diferencia en la posición de cada estrella entre el primer canal y el segundo para cada estrella. Como no todas las estrellas serán escogidas en idéntico orden, ni necesariamente estarán presentes las mismas estrellas en todas las imágenes, el programa elimina las estrellas que no presenten todos los valores en los canales escogidos, con lo que la lista final quedará reducida en la cantidad de filas que salió de Astroart 5.0, esta cantidad es mostrada en la casilla **P**, podemos **Eliminar** la lista y cambiar los parámetros. En el ejemplo se importaron los canales en el orden **A = G, B = B, C = R**. Ahora podemos pulsar el botón **Guardar Datos** y generaremos un archivo con las columnas mostradas por el programa, debemos recordar el orden en que importamos los canales. Podemos escoger guardar o no las posiciones, y activar **Corte Fotométrico** para escoger una zona cuadrada o circular de determinado radio en píxeles ([ver pag 271](#)), o solo para excluir las estrellas que no se superponen en todos los fotogramas perdiendo fotones con respecto a las demás. La casilla **G** muestra las estrellas conservadas después del corte. Los valores establecidos por nosotros quedarán en la memoria del programa luego de pulsar **Guardar Datos** para guardar el archivo final. Podemos importarlo desde Excel para prepararlo para ser transformado en magnitudes ([ver pg 121](#)).