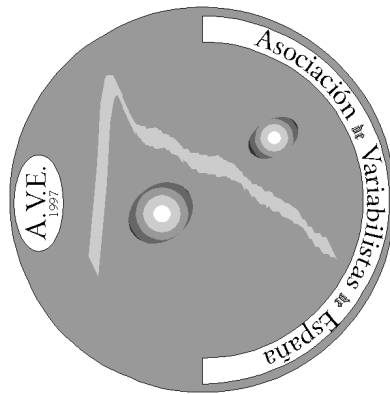


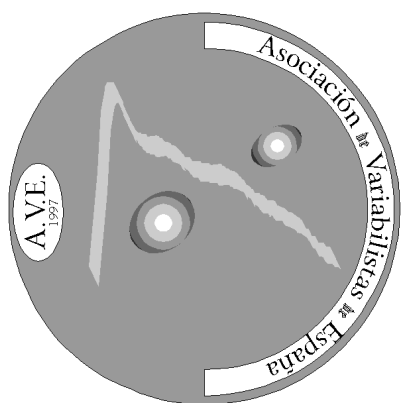
INICIACIÓN A LA OBSERVACIÓN DE ESTRELLAS VARIABLES



Asociación de Variabilistas de España (A.V.E.)

Máximo Suárez Tejera
Miguel Regalado Querol
Alex Soldevila
Francisco A. Violat Bordonau

1ª Edición: octubre 1997



Asociación de Variabilistas de España (A.V.E.)
Apartado de Correos, Nº 22
35017 **Tafira Alta** (Las Palmas de Gran Canaria)
España -Spain-

INDICE

Materia	Página
Indice	3
Prólogo	5
Presentación	8
<i>Primera Parte</i>	
I: las estrellas variables	7
II: designación	7
III: métodos de observación	7
IV: tipos de variables	8
V: estrellas de comparación	13
VI: instrumentos de observación	14
VII: errores comunes a evitar	15
VIII: reporte de observaciones	15
IX: nomenclatura en la clasificación de variables	17
<i>Segunda Parte</i>	
Fotometría fotoeléctrica y CCD	22
Aplicaciones de la fotometría	24
Instrumentación	25
Fotometría fotoeléctrica	27
Fotometría CCD	28
Cálculos prácticos	30
Observar variables	33
Programa de fotometría CCD	35
Glosario de términos	37
Bibliografía	36
Apéndice I	38
Apéndice II: la extensión IR del sistema UBV	42
Apéndice III: direcciones de interés	43

PRÓLOGO

La *Asociación de Variabilistas de España* se funda con varios objetivos, entre los cuales figura el asesoramiento y ayuda a todas aquellas personas que ingresen en sus filas o que muestren el más mínimo interés por el estudio de este tipo de estrellas, así como el de proporcionar a las agrupaciones astronómicas de España que participen en la AVE o igualmente muestren este interés, los medios necesarios para su estudio y promocionar esta faceta de la astronomía aficionada bastante abandonada en España.

Como parte importante para lograr este objetivo se ha realizado esta primera edición del libro de "Iniciación a la Observación de Estrellas Variables", en el cual se explica todo lo necesario para iniciarnos en este tipo de observación, ya sea visualmente, con fotómetro o con CCD. Del mismo modo esta publicación es muy importante para nosotros, para tratar de unificar criterios, métodos de observación, reporte de observaciones... y debemos realizar un esfuerzo para lograrlo.

Es una obra interesante no sólo para el que se inicia, sino también para los que deseen conocer un poco más sobre las estrellas variables, pues se profundiza un poco en los tipos de variables, su nomenclatura, métodos y técnicas de trabajo, entre otros. Parte de su contenido se puede excluir, si lo que el lector pretende es simplemente aprender el método de observación y comenzar con la observación de las estrellas variables en sí, pero todo su contenido se hará necesario para continuar con el estudio de las estrellas variables. El mundo de las estrellas variables puede ser apasionante tanto para el "astrónomo observador" como para el "astrónomo de mesa".

Nada más emocionante que seguir las variaciones de una eclipsante en un par de horas, las carreras para observar antes de que descienda de brillo una supernova o una nova, después de una alerta a las cuatro de la madrugada, el descubrimiento de alguna de ellas o de alguna variable nueva, la espectacular subida de brillo de una variable de tipo flare (¡6 magnitudes en pocos minutos!), detectar variaciones ínfimas con los métodos de CCD y fotometría en variables que nunca nadie había podido detectar jamás, observar las variaciones de objetos cercanos como asteroides, los satélites de los planetas, cometas... alejarnos del sistema solar con variables en el interior de cúmulos y nebulosas como la de Orión o saltar a otros *universos-islas* observando variables en galaxias como la de Andrómeda, incluso ver como el núcleo mismo de una galaxia cambia de brillo de un día para otro ir aún mas lejos, a lo más distante que se puede viajar y observar la variable mas misteriosa del universo, ¡un quasar!

Después nos quedará la emoción de poder estudiar nuestros propios datos obtenidos durante una noche de observación y sacar conclusiones, acerca de la naturaleza de esas variaciones, el porqué se producen, calcular distancias, periodos de rotación de binarias, masas y temperaturas de las estrellas, generar gráficas y animaciones, establecer la edad de una estrella, colocarla en su lugar adecuado de evolución dentro del diagrama H-R o Hertzsprung-Russell...

Los datos obtenidos por los aficionados son utilizados por los profesionales para sus estudios, gracias a las asociaciones de recopilación de estos datos, vuestras observaciones serán capaces de mover las cúpulas de los mayores observatorios del mundo, nombres como el VLT, el Keck, el NTT... estarán indirectamente controlados por vosotros o de cambiar de dirección al mismísimo telescopio espacial *Hubble* o como sucediera más tarde con el *Hipparcos*.

Históricamente se ha dicho que la observación de estrellas variables es compleja y

necesita de grandes medios y material, con lo cual no estoy de acuerdo, lo que seguramente hace que sea compleja es precisamente algo ajeno a ellas, el desconocimiento por parte del que quiere observarlas, de nociones sobre el cielo, constelaciones, búsqueda de objetos a simple vista, con prismáticos o con telescopio, utilización de atlas y cartas celestes... Estos conocimientos son imprescindibles para comenzar su observación, pues nunca podremos encontrar el tesoro sin el mapa y los conocimientos para leerlo. En cuanto al elevado precio del material en eso si estoy de acuerdo: se ha tenido razón desde siempre, nuestros ojos son una de las cosas más preciadas que tenemos y por lo menos los míos no tienen precio.

Espero que este pequeño libro os sea útil, aprovechéis hasta su última palabra y dejéis de pertenecer al grupo de observadores inmutables pues, si hay algo que rompe la “inmutabilidad Aristotélica” de los cielos ese algo es, sin ninguna duda, una estrella variable.

Máximo Suárez Tejera.

PRESENTACIÓN

El presente *Manual*, dividido en 2 partes diferentes, ha sido elaborado con un único fin: iniciar a los observadores de estrellas variables al estudio de estas a través de la fotometría fotoeléctrica y CCD. El uso de estos tipos de fotometría permiten al aficionado ampliar el estudio de variables de manera visual, incluyendo algunos tipos que quedan fuera de la precisión obtenida por el método visual, o del rango, en el caso de la fotometría CCD. Huelga decir, que para hacer uso de estos tipos de fotometría es necesario el uso de fotómetros fotoeléctricos o de una cámara CCD.

El paso de la fotometría visual a estos tipos de fotometría no resulta fácil, el observar visualmente tiene una gran ventaja, se hace innecesario un depurado estricto de nuestras observaciones, uno echa un vistazo a la variable por unos breves instantes, a continuación anota el valor de la magnitud estimada y ahí se acaba todo; sin embargo el que se dispone a observar con su fotómetro debe calcular, como mínimo, unos coeficientes de transformación, si es que se conforma con una precisión menor de la que obtendría si calculara otra serie de coeficientes: lo mismo pasa con la fotometría CCD, aunque si bien esta última es la que requiere mayor paciencia, ya que debemos tratar varias imágenes, además de que requiere de mayor instrumental.

La unión telescopio-emplazamiento de éste-dispositivo de medición, es única para cada sistema: así pues se hace necesario **calibrar** el instrumental en base a un sistema estándar establecido con la ayuda de unos filtros especiales. Cada filtro posee un ancho de banda determinado, lo cual caracteriza a cada sistema, así existen filtros de paso de banda ancho, intermedio y estrecho. Nosotros utilizaremos el sistema Johnson-Morgan, también conocido como UBV, por ser el más extendido entre los fotometrístas aunque, no nos engañemos, estos filtros pertenecen a la clase de banda ancha, esto los convierte en filtros “relativamente” baratos o más accesibles para el aficionado.

En el presente manual haremos un breve recorrido por los orígenes de la fotometría, para acabar profundizando en los tipos de fotometría que nos ocupan. Todo el material necesario para calibrar los fotómetros así como las cámaras CCD y las cartas de comparación, están a vuestra disposición en este comité.

Miguel Regalado Querol

PRIMERA PARTE

MANUAL PARA LA OBSERVACIÓN VISUAL DE ESTRELLAS VARIABLES

1. *LAS ESTRELLAS VARIABLES*. Son estrellas que cambian de magnitud con respecto al tiempo, es decir: de un día para otro o incluso en varias horas o minutos, vemos cómo su luminosidad varía. Este cambio de magnitud es muy diferente de un tipo de variable a otra generando distintas curvas de luz, al igual que lo son las causas de estos cambios. Hay tres datos principales sobre una estrella variable que son: el período, el rango y el tipo.

-El **período**, que es el tiempo comprendido entre dos mínimos de luminosidad consecutivos; en algunos casos es el tiempo que transcurre entre dos máximos consecutivos.

-El **rango** o la amplitud es la diferencia que hay entre la magnitud máxima y mínima que alcanza la variable.

-El **tipo** se explica más adelante, pero de él depende mucho que se cumplan o no las dos características anteriores.

2. *DESIGNACION DE LAS VARIABLES*. Las estrellas variables se designan de dos formas: por su nombre propio, letra o número y por el número de Harvard. La primera variable descubierta fue Mira (omicrón Ceti) de la constelación de la Ballena; con el paso del tiempo el número de variables ha ido aumentando y el uso de nombres propios para cada una era inadecuado por lo que se estableció una nomenclatura. Consiste en que la primera variable descubierta en una constelación toma la letra R, la siguiente la S y así hasta la Z, a continuación vendrá la RR, RS hasta la RZ, luego la SS, ST y así hasta la ZZ donde se comienza por la AA, AB, hasta la QZ pero omitiendo siempre la J y las combinaciones de letras con ella. De esta forma se pueden nombrar hasta un total de 334 variables en cada constelación: si se descubren más variables se comenzarán a nombrar por V335, V336...

El número de Harvard consiste en 6 dígitos que indican las coordenadas en Ascensión Recta y en Declinación, como por ejemplo Mira= 021403 que nos indica 02h 14m de A.R. y -03° de Dec. en donde la línea debajo de 03 nos indica que la Dec. es negativa, si es positiva no se pone nada como T And= 001726 (00h 17m +26°).

3. *MÉTODO DE OBSERVACION*. El método a utilizar en la observación visual es el de pasos de Argelander, ideado por el insigne astrónomo alemán Friedrich Argelander (1799-1875), autor del bien catálogo estelar *Bonner Durchmusterung* (Prospección de Bonn). Este método sencillo, pero muy potente, consiste en comparar estrellas cuyas magnitudes ya conocemos y son fijas (no son variables), con la estrella variable o sospechosa cuya magnitud queremos determinar. Las estrellas de comparación o estima se denominan convencionalmente A y B, siendo A más brillante que la variable y B menos brillante (ver estrellas de comparación). Dicha comparación la realizamos aplicando los grados de Argelander, cuya descripción pormenorizada es:

Grado 1: la estrella de comparación A y la variable parecen iguales en todo momento, sólo en ocasiones y con un atento examen podemos apreciar que A es más brillante que la variable y así nos lo parece siempre o casi siempre

Grado 2: A y la variable nos parecen iguales a primera vista pero enseguida nos damos cuenta de que A es ligeramente más brillante que la variable

Grado 3: apreciamos una ligera diferencia entre A y la variable desde el principio

Grado 4: la diferencia entre A y la variable es notable siempre

Grado 5: existe una verdadera desproporción entre la magnitud de A y la variable.

Una vez hecha la comparación con A, realizaremos la misma operación con la variable y B; cuando no estemos seguros al aplicar un grado o creamos que podemos apreciar entre un grado y otro podemos aplicar incluso grados intermedios 2.5, 3.5... sin embargo no existen los grados menores del grado 1 ni tampoco mayor que el 5, siendo preciso en este caso cambiar de estrella de comparación hasta localizar una adecuada. Cuando tengamos la estimación completa aplicaremos la siguiente fórmula sencilla:

$$Mv = Ga / (Ga + Gb) \times (Mb + Ma) + Ma$$

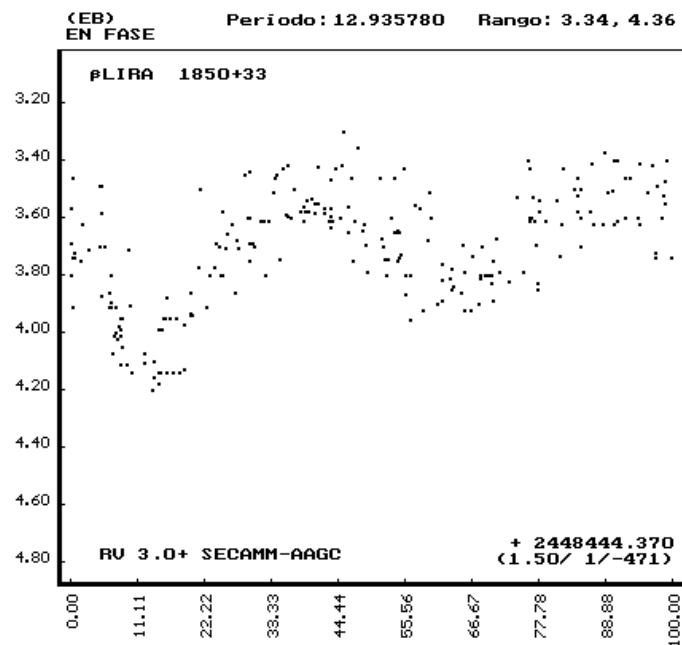
siendo Mv= magnitud visual de la variable, Ga= grado entre A y la variable, Gb= grado entre la variable y B, Ma= magnitud de la estrella de comparación A y Mb= magnitud de la estrella de comparación B. Por ejemplo si obtenemos en la estimación los siguientes grados: Ga=3.5; Gb= 2 y las magnitudes de las estrellas de comparación son: Ma= 6.1; Mb= 7.2, entonces la magnitud visual de la variable será:

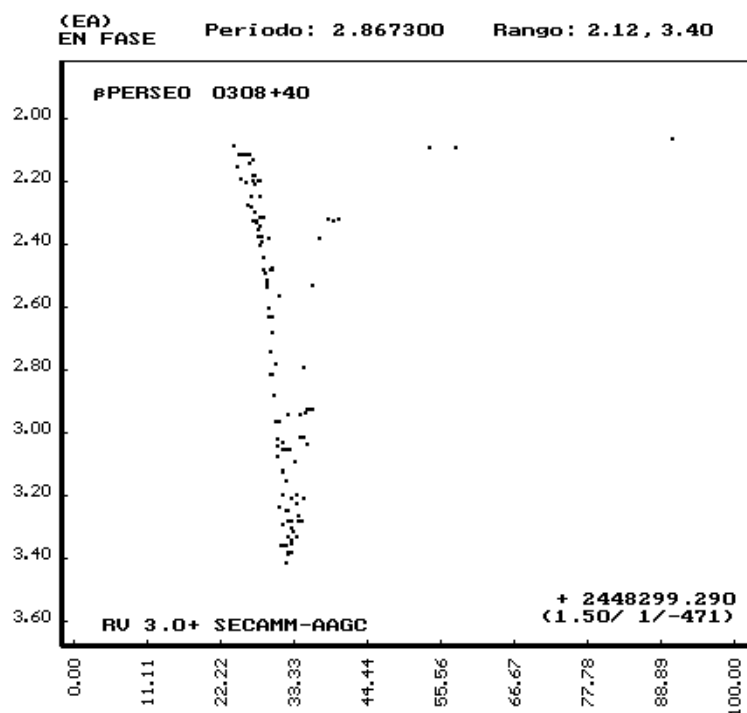
$$Mv = 3.5 / (3.5 + 2) \times (7.2 - 6.1) + 6.1 = 6.8^a$$

El método de Argelander puede ser muy exacto: se puede llegar a una precisión de hasta 0.04 magnitudes en observadores muy experimentados, con buenas condiciones atmosféricas y una situación observacional adecuada, sin prisas ni nervios, evitando los errores de identificación o la presencia de Luna, nubes de altura, luces parásitas, observaciones a baja altura y demás.

4. TIPOS DE VARIABLES. Existen muchos tipos de variables cada uno de ellos subdivididos en varios subtipos diferentes, pero de forma general podemos establecer los siguientes grandes grupos:

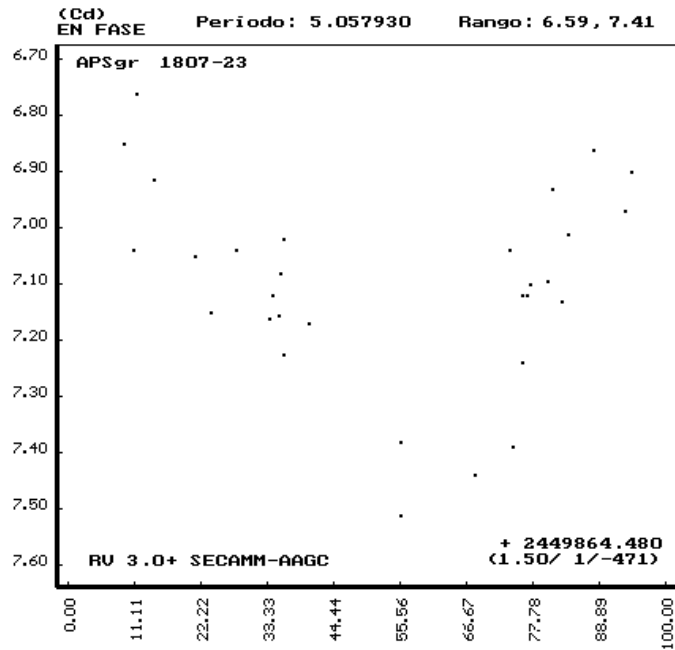
4.1 Variables eclipsantes (o de eclipses). Como su nombre indica las causas de la variación de magnitud están producidas por *eclipses* entre dos estrellas que giran alrededor de su centro de masas (baricentro), formando un par binario físico: aquí es un astro el que obstruye total o parcialmente el flujo de luz del otro, al transitar total o parcialmente (visto desde la Tierra) delante del compañero. Las curvas de luz son rápidas tardando por lo general varias horas en alcanzar el mínimo, sus variaciones son fáciles de detectar ya que las amplitudes son del orden de 2 magnitudes y tienen un período normalmente corto, desde algunas horas hasta algunas semanas que se cumple con mucha regularidad. Para la observación de estas variables se necesita tener unas efemérides de mínimo, es decir, necesitamos saber cuándo se producirá un mínimo para poder observarlo.





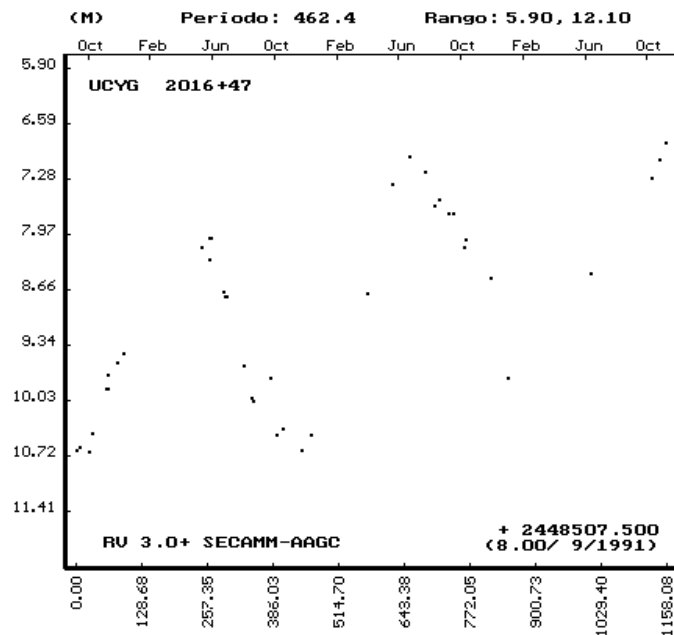
Las curvas de luz se obtienen en varias horas y hasta en varios días, por lo que a medida que la estrella vaya variando deberemos ir cambiando los pares de comparación (ver estrellas de comparación). Las observaciones deben ser muy precisas debido a su rápida variación, de forma que el error mínimo debe ser del orden de 0.1 magnitudes.

4.2 Variables regulares. Más conocidas también con el nombre ya clásico de **Cefeidas**, su nombre proviene de su estrella prototipo Cephei. Este tipo de estrellas pulsantes varía su luminosidad con un período muy constante, que oscila entre varias horas y 70 días y con amplitudes de 0.1 a 2 magnitudes. Se subdividen en cefeidas clásicas y cefeidas de corto período (o estrellas del tipo RR Lyr o *cumulares*, muy abundantes en cúmulos globulares y en el halo galáctico). Para las cefeidas clásicas no es necesario saber las efemérides ya que están continuamente variando: una vez que llegan al máximo comienzan a descender y al llegar a mínimo comienzan a subir; para las de corto período es necesario conocer las efemérides ya que varían en unas pocas horas.



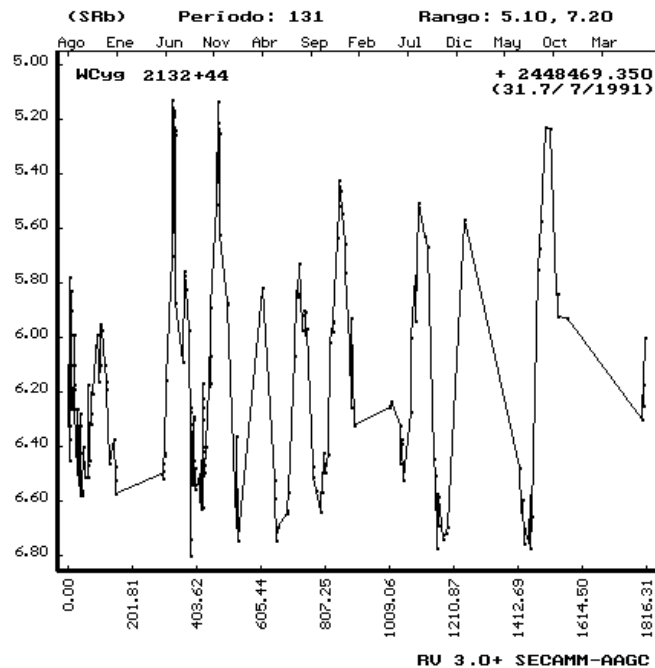
4.3 Variables semiregulares. Podemos distinguir dos grupos bastante diferenciados:

4.3.1 Miras. Son estrellas que varían muy lentamente y tienen grandes amplitudes, por ello son las más fáciles de observar ya que con una observación semanal o incluso menos se puede ir dibujando la curva de luz. Su comportamiento es bastante predecible, aunque en ocasiones se salgan fuera de lo común. Las curvas de luz tienen variaciones muy suaves pero al tener una gran amplitud, en algún momento será necesario cambiar de instrumento, el período es por lo general alrededor de los 300 días pero las hay de hasta varios años. Estas estrellas suelen tener un intenso color rojo por lo que deberemos tener cuidado con el *efecto Purkinje* (ver errores comunes). Variables de este tipo son o Ceti, U Cygni...



4.3.2 Semirregulares. Estas variables tienen un comportamiento bastante complicado ya que no suelen cumplir las fechas de máximos ni mínimos con exactitud ni tampoco cumplen el rango con exactitud y alternan etapas de bastante actividad con otras sin apenas variaciones. Son bastante más impredecibles que las miras, variando en ocasiones con cierta regularidad y en otras, de forma extraña o simplemente dejando de hacerlo. Sus períodos son más cortos que en las miras al igual que las amplitudes. Son bastante recomendables para el principiante ya que su variación es fácilmente detectable y su período no muy largo no desespera al principiante que quiere ver los resultados con rapidez.

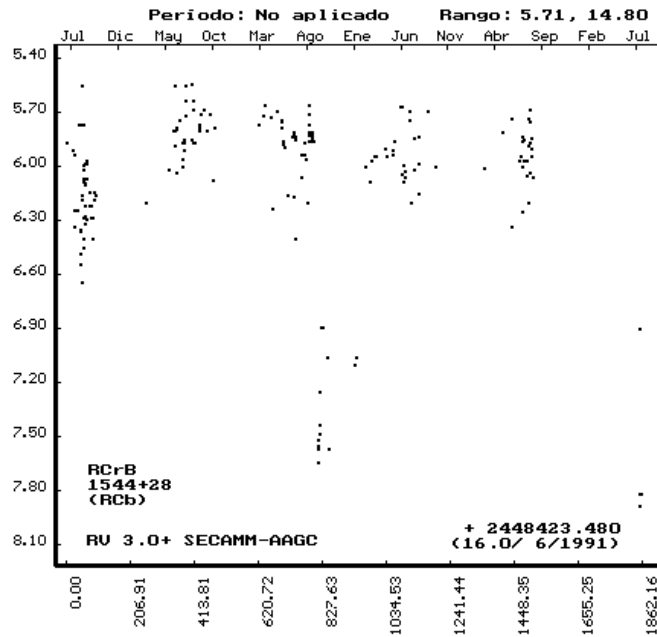
Variables de este tipo son Perseo, μ Geminorum, X Cancri...



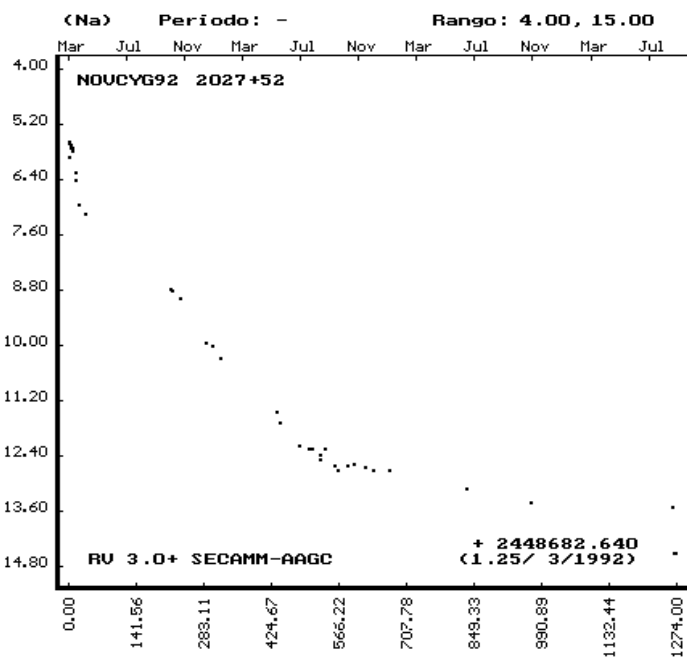
4.4 Variables irregulares. Son estrellas cuyas variaciones de luz no pueden ser predichas con anterioridad ya que carecen de un período determinado, su variación es totalmente inesperada y no mantienen una amplitud constante en cada mínimo, la cual es siempre es bastante grande. Su observación por tanto se hace monótona ya que se comportan casi como una estrella normal hasta que sin previo aviso entran en crisis.

Debido a su comportamiento impredecible es necesario observarlas casi a diario, dejando a un lado los períodos en los cuales moleste la presencia de la Luna.

Variables de este tipo son la conocida R Coronae Borealis, RY Sagittarii y otras muchas más por el estilo.



4.5 Eruptivas. Este tipo de variables suelen ser débiles y sólo unas pocas quedan al alcance de unos pequeños prismáticos. Tienen un período y un rango que cumplen con más o menos exactitud, siendo el período no muy largo y el rango bastante fácil de detectar. A medida que el observador va cogiendo experiencia por lo general comienza por observar Miras, semirregulares, irregulares y suele centrar su trabajo en el estudio de las eruptivas y cefeidas, sobre todo por su débil magnitud en el caso de las eruptivas y por la exactitud requerida para las cefeidas, que hacen que pocos observadores se dediquen a su estudio y por tanto los datos sobre ellas son muy pocos y valiosos. Al contrario que la mayoría de variables, este tipo pasa mucho tiempo en el mínimo (su estado habitual) para luego comenzar a subir de brillo llegando al máximo por lo general en un par de días, permaneciendo en él varios días para luego comenzar a descender.



Otros tipos que podrían clasificarse dentro de las eruptivas son las novas y las supernovas: ambas son muy difíciles de observar ya que se producen muy pocas o ninguna al año, las novas se producen con una media de 1-3 al año y las supernovas del orden de 1 cada ¡100 años! en nuestra galaxia, sin embargo sí se pueden observar bastantes supernovas durante el año en otras galaxias, sobre todo en las más próximas a nosotros.

5. ESTRELLAS DE COMPARACIÓN. La elección de las estrellas de comparación es muy importante ya que de ello depende el valor final de la estimación de la magnitud de la variable. Siempre escogeremos estrellas cercanas a la variable de forma que no tengamos que desplazar el campo de visión, en casos especiales por la falta de estrellas de comparación tendremos que escoger otras más alejadas de la variable. Las magnitudes de las estrellas de comparación deben estar en el caso más favorable 0.5 magnitudes por encima y por debajo de la variable y hay que evitar que la diferencia entre A y B sea mayor que 2 magnitudes, si no tenemos en cuenta estas recomendaciones la estimación tendrá mucho error y será despreciada frente a otras más exactas. El método de Argelander va perdiendo exactitud a medida que aplicamos grados de comparación mayores, hasta el grado 3 el error cometido es mínimo, con los grados 4 y 5 el error aumenta, por ello las estrellas de comparación deben tener una magnitud cercana a la variable para aplicar grados pequeños. Con la experiencia este rango de diferencia entre las estrellas de comparación y la variable se va acortando llegando a ser de hasta 0.1 magnitudes. Podemos escoger más de un par de comparación, de varias formas:

- Dos estrellas de comparación A y una B.
- Dos estrellas de comparación B y una A.

De esta forma tenemos dos estimaciones de la misma variable que podremos promediar y obtener una observación más exacta. Es recomendable usar siempre como mínimo dos pares de comparación. Otro criterio que podríamos tener en cuenta es el tipo espectral de la estrella de comparación que debe ser igual o lo más aproximado posible al de la variable, nos dará el color de la estrella. Es un criterio que casi nunca se aplica ya que es complicado disponer de todos los tipos espectrales de las estrellas de los alrededores de la variable y no debe inquietarnos si no lo tenemos en cuenta, además el color de muchas variables también cambia junto con la variación de su brillo. Otro criterio que tampoco se suele aplicar mucho es el de elegir estrellas que estén en el plano horizontal de la variable ya que el ojo humano distingue mejor las formas y características de los objetos en horizontal que en vertical, si nos es posible debemos tenerlo en cuenta. A medida que la estrella varíe debemos ir cambiando los pares de comparación, si la estrella no ha variado no debemos cambiar de pares de comparación ya que se producirá casi con toda seguridad un salto en la curva de luz que en la realidad no debería existir: la inexistencia de este salto al cambiar el par de comparación es indicativo de un buen observador. La mejor forma de calcular nuestra exactitud es hacer estimaciones de una estrella constante como si fuera una variable y cuya magnitud conocemos, para mayor seguridad deberemos hacerlo con varias estrellas distintas para que se den distintos casos de color, magnitud, instrumento, posición... hay que evitar conocer la verdadera magnitud de la estrella a observar para no influenciar en nuestra estimación.

6. INSTRUMENTOS DE OBSERVACIÓN. Las variables son tan asequibles al aficionado que incluso sin instrumentos podemos observar hasta 140 variables a simple vista, sin embargo el instrumento más usado y de fácil adquisición son los prismáticos: por lo general no deben tener muchos aumentos y sí un campo de visión muy amplio. Unos

primáticos 7x50 (7 aumentos y 50mm de abertura) ó 8x50, con un campo de visión de unos 6 grados, son los ideales para trabajar. Es muy recomendable montar los prismáticos sobre un trípode fotográfico o montaje similar para evitar las vibraciones del pulso y hacer la observación más cómoda, sobre todo si se trabaja durante varios minutos seguidos.

No obstante para observar variables más débiles de la magnitud 7 se hace indispensable el telescopio. Es bien conocido que entre los tipos de telescopio el que ofrece una imagen más nítida y puntual de las estrellas es el refractor, por ello se utiliza en la observación de estrellas dobles, pero adquirir un refractor que nos permita llegar a magnitudes débiles puede resultar muy costoso; por esto el telescopio más utilizado es el reflector de tamaño medio (200 mm), que con un precio no muy alto nos permite alcanzar infinidad de variables de todos los tipos. Las magnitudes alcanzables por cualquier instrumento en condiciones de cielo oscuro, limpio y transparente se pueden determinar empíricamente con la fórmula:

$$MI = 5 \log D + n$$

en donde **MI** es la magnitud límite, **5** es una constante, **log** es el logaritmo decimal y **n** es una variable que puede ser 2 en condiciones normales de iluminación y polución lumínica, 2.5 en lugares oscuros, es ya 3 en sitios muy oscuros y limpios -lejos de ciudades y situados a más de 1.000 metros de altitud- o incluso a subir a 4 en las mejores condiciones de alta montaña; tomando como media el valor 2 estos valores quedan reflejados en la siguiente tabla:

DIÁMETRO	Mag. LIMITE
50	10.5
60	10.9
80	11.5
100	12.0
150	13.0
200	13.5
250	14.0
300	14.5

Estas magnitudes límites normalmente varían de un instrumento a otro de iguales características (refractor, reflector o catadióptrico) y de un observador a otro, debido principalmente a las condiciones del lugar de observación (polución lumínica o industrial), la calidad del instrumento (centrado, obstrucción central, diafragmas internos) y la experiencia del observador, superándose en ocasiones más de una magnitud ¡e incluso hasta dos en condiciones límite! Para los más escépticos remitimos a todos aquellos lectores interesados a los dos artículos de Francisco A. Violat Bordonau “El telescopio prodigioso” y “Magnitud visual límite” publicados en *Tribuna de Astronomía* en febrero y marzo de 1996.

El cambio de instrumento en el seguimiento de la curva de luz no suele añadir ningún error a las estimaciones, pero existen casos de variables en los que sí se presentan, sobre todo en las que tienen una estrella muy cercana que unos prismáticos no logran separar y un telescopio sí; a este parámetro de poder de separación se le conoce con el nombre de *poder de resolución* o resolutivo y se mide en segundos de arco: cuanto menor sea, más resolución tendrá el instrumento.

7. ERRORES COMUNES A EVITAR. Estos son los errores más comunes que suelen tener los iniciados y en ocasiones también los no tan iniciados:

-Error de identificación: debemos asegurarnos de que la estrella que observamos es la variable, mediante su localización por varios caminos y la identificación completa de todo el campo de visión ya que en el cielo hay muchas formas parecidas en distintas zonas, que nos pueden confundir.

-Error de eliminación: muchos observadores realizan su estimación por eliminación de

los grados de observación, por ejemplo comienzan por el grado 1 y llegan al grado 3 el cual les parece el adecuado pero no continúan y desestiman los grados siguientes. La forma de realizar la estimación es correcta, si continuamos y tenemos en cuenta todos los grados.

-Error de sugestión: se produce al consultar efemérides de mínimos (en variables de período conocido y predecible) cuando la estrella ha comenzado a variar, sólo hay que consultar las efemérides para saber a qué hora debemos empezar a observar. Se produce en estrellas de rápida variación como las eclipsantes y cefeidas.

-Error de posición: no debemos hacer la comparación mirando a las dos estrellas a la vez, hay que colocar alternativamente una y otra en el centro del campo de visión, de ahí que tengamos que elegir estrellas cercanas a la variable para no tener que desplazarnos mucho.

-Efecto Purkinje: la mayoría de las variables presentan un color rojizo; si las observamos prolongadamente el brillo de la estrella nos parecerá mayor de lo que en realidad es por efecto de acumulación en la percepción de nuestro ojo. Para evitar este efecto realizaremos observaciones a "golpe de vista", evitando observaciones prolongadas. Otros errores son observar la variable cuando está por debajo de los 30 grados, así como cuando hay Luna llena aunque estas observaciones son valiosas si se realizan con sumo cuidado. Hay un tipo de nubes que pasan prácticamente inadvertidas durante la noche: son los cirros, nubes que están a una altura de 10.000 metros, son muy débiles, casi transparente y delgadas; debemos prestar mucha atención a su presencia.

8. *REPORTE DE LAS OBSERVACIONES.* La Asociación de Variabilistas de España (AVE) colabora con asociaciones como la AAVSO (American Association of Variable Stars Observers), AFOEV (Asociación Francesa de Observadores de Estrellas Variables), entre otras. Para ello se utiliza un único modelo de reporte de observaciones (para observaciones visuales; para CCD y fotometría hay otros modelos), este modelo es el de la AAVSO el cual es aceptado también por las otras entidades en colaboración. Debemos enviar nuestras observaciones lo antes posible al comité de observaciones visuales de la AVE en el formato de la AAVSO que se explica a continuación. Este comité se encargará de archivarlas y de enviarlas a las distintas asociaciones en colaboración (AAVSO, AFOEV...). Esta colaboración es muy importante pues de ella nacen nuevas propuestas de observación, se maximiza la rentabilidad de las pocas observaciones y observadores de todo el mundo, se normalizan los métodos de observación, se establecen los criterios básicos para la observación de las estrellas variables, se intercambia información de todo tipo, se ponen nuestras observaciones al alcance de los profesionales... De momento la AVE llevará su archivo de observaciones con estas hojas de reporte, más adelante se mantendrán estas hojas, pero existirá la posibilidad del envío mediante diskette de ordenador o impresoras a través del programa de reducción de variables que se está preparando y que estará a disposición de todos en cuanto esté listo. Los partes de observación deben rellenarse de la siguiente forma y a ser posible con bolígrafo de color negro, para facilitar su fotocopiado (ver ejemplo):

Datos del observador:

-Sheet__ of: se refiere al número de páginas del total enviado. 1-5, 2-5...

-Report No: número del envío, 1 si es nuestro primer envío.

-For Month of: mes al que se refieren las observaciones del reporte; las observaciones se deben enviar todos los meses lo antes posible después de la finalización de éste.

-Year: año de las observaciones.

-Observer: nombre completo y apellidos del observador.

-Street: calle, número y piso; es importante pues gracias a este dato el observador podrá recibir información totalmente gratuita.

-City: ciudad.

-State: lo dejaremos en blanco.

- Country: país.
- Zip Code: código postal.
- Time Used, GMAT or: se refiere al tipo de hora utilizada en las observaciones, tiempo universal, hora local, ... Se recomienda muy especialmente la utilización de la hora en tiempo universal (GMAT en inglés), lo marcaremos subrayando las siglas GMAT.
- Instruments: instrumental utilizado, prismáticos, telescopio, abertura, aumentos...
- AAVSO Observer Initials: la AAVSO identifica a cada observador con unas siglas, estas serán el identificativo del observador no solo para la AAVSO, sino prácticamente en todo el mundo pues, como hemos dicho, la AAVSO es la principal entidad a nivel mundial. Sin embargo estas siglas no son asignadas hasta recibir por lo menos una observación, por lo que lo dejaremos en blanco en caso de no conocerlas.
- For AAVSO HG Use Only: este recuadro lo dejaremos en blanco pues está destinado a uso exclusivo de la AAVSO.
- Datos observacionales:
 - Designation: se explicó más arriba, es la designación de la estrella observada. Nuestras observaciones se deben registrar en la hoja de reporte ordenadamente por el número de la designación, de menor a mayor, esto es imprescindible y no se recogerán observaciones que no vengán ordenadas de esta manera.
 - Variable: nombre común de la variable, nombre propio, letra griega o número. No comenzaremos a escribir las observaciones de otra estrella hasta no haber acabado con la anterior.
 - Jul. Day+Dec.: fecha de la observación en el calendario de Día Juliano, junto con la cifra decimal correspondiente con la hora; recordamos que el Día Juliano comienza a las 12 del mediodía. A principios de cada año se enviará a todas las personas y asociaciones participantes un calendario juliano para el año en cuestión y una hoja con las partes decimales (fracción de día) del día en cuestión, para facilitar el trabajo.
 - Magn: magnitud calculada para la variable con una única cifra decimal, para ello se redondeará por exceso, es decir: $7.55=7.6$, $7.11=7.1$, $7.78=7.8$
 - Key & Remarks: son notas sobre las condiciones de observación. En la columna "Key" se escribirá la letra correspondiente a las claves de la parte posterior de la hoja de reporte, para cada tipo de evento: Luna, nubes... En la columna "remarks" observación de cada variable si se considera necesario ("no la veo", "creo que ha subido"...)
 - Chart/Scale/Date: tipo de carta de localización utilizada para su observación; la AAVSO tiene distintos tipos de cartas, P= preliminar, S= Estándar; este dato podemos verlo en las cartas de localización de la AAVSO.
 - Total Number Inner Sanctums: número de observaciones cuya magnitud de la variable sea menor o igual a 13.8.
 - Total Number Observations Reported: total de observaciones en cada cara de la hoja de reporte.

9. NOMENCLATURA DE LA CLASIFICACIÓN DE VARIABLES. Esta nomenclatura incluye la mayor parte de los tipos y subtipos de variables pero por desgracia no todos usan la misma, existiendo variaciones según la bibliografía. Nos servirá para identificar el tipo de una variable en los listados de las campañas, en las cartas de observación o en cualquier publicación donde se haga alusión a ella y para hacernos una idea de las causas de por qué varían. Está en orden alfabético.

-BY Dra: BY Draconis son estrellas jóvenes, de rotación rápida y tipo espectral K o M, pertenecen a la secuencia principal del diagrama HR y tienen líneas de emisión en su espectro. Son casi periódicas en un rango de 1-120 días con amplitudes normalmente menores de 0.3 magnitudes. Su variabilidad es debida a que su superficie no tiene un brillo uniforme, presentan regiones de diferente intensidad lumínica (manchas, fáculas).

- Cep: las cefeidas son supergigantes de tipo espectral F, G o K con pulsaciones periódicas de 1-70 días y con amplitudes del rango 0.1-2 magnitudes. Su curva de luz es asimétrica y muestra una pendiente de subida mayor que la de bajada. Las cefeidas son estrellas muy evolucionadas que han agotado su combustible de hidrógeno y helio del núcleo. Se dividen en las cefeidas clásicas C y las cefeidas de población II CW.

* CW, CWa, CWb: son cefeidas pertenecientes a la componente esférica o antigua de la galaxia (bulbo). Son llamadas de población II o cefeidas de tipo II y se encuentran frecuentemente en los cúmulos globulares. Casi todas caen dentro de uno o dos rangos de período: de 10-30 días son la subclase CWa o W Virginis y de 1-4 días son las CWb o BL Herculis.

* Cephei: las cefeidas clásicas de largo período pertenecen al disco galáctico (jóvenes), también se las suele llamar de población I o cefeidas de tipo I. Son 1 o 2 magnitudes más luminosas que las de población II (CW) del mismo período. La variable Cephei es el prototipo, la estrella polar (*Ursae Majoris Polaris*) era otro ejemplo bien conocido: en los últimos años ha dejado de pulsar al reducirse la frecuencia y ritmo de las oscilaciones. Las cefeidas clásicas se encuentran frecuentemente en cúmulos abiertos; las C son cefeidas que tienen pequeñas amplitudes y su curva de luz son casi simétricas.

-E, EA, EB, EW: las binarias eclipsantes son clasificadas por la forma de sus curvas de luz.

* EA (Algólidas): las componentes están bien separadas, son casi esféricas y las curvas de luz llegan al mismo nivel entre eclipses. El rango del período va desde una fracción de día a muchos años (27 años para *Aurigae*): el prototipo es *Persei Algol*.

* EB: las eclipsantes de tipo *Lyrae* tienen deformaciones gravitacionales en sus esferas gaseosas, sus componentes son elipsoidales y de tipo espectral temprano (O, B o A) y brillo desigual. Sus curvas de luz varían continuamente, con amplitudes menores de 2 magnitudes. Los períodos son típicamente mayores de un día.

* EW: los sistemas de tipo W *Ursae Majoris* también muestran una variación continua en la curva de luz, pero muchas tienen amplitudes menores de una magnitud. Sus componentes, enanas blancas, están muy deformadas y en contacto o muy cercanas, con períodos orbitales generalmente menor de un día. Las estrellas son frecuentemente más frías que las *Lyrae*: esto es, tienen tipos espectrales tardíos como F, G o K.

-D: componentes separadas: esto es, cada miembro está en el interior del lóbulo de Roche (la superficie alrededor de cada estrella dentro de la cual la gravedad de la estrella domina sobre la de su compañera; si la materia procedente de un miembro pasa a través del lóbulo de Roche, es capturada permanentemente por la otra estrella).

-DM: componentes separadas pertenecientes a la secuencia principal.

-DS: componentes separadas subgigantes de la secuencia principal.

-DW: componentes separadas subenanas de la secuencia principal.

-AR: componentes separadas subgigantes, como por ejemplo el sistema AR Lacertae.

-SD: binarias semiseparadas, en las cuales sólo un miembro ha llenado el lóbulo de Roche.

-KE: binarias en contacto cuyas componentes tienen tipos espectrales tempranos (en el rango O a A4).

-KW: binarias en contacto de la secuencia principal o subenanas de tipo espectral intermedio o tardío (A5 a K); el prototipo es W *Ursae Majoris*.

-GS: por lo menos una componente es una gigante o supergigante.

-PN: la binaria es el núcleo de una nebulosa planetaria.

-RS: un sistema eclipsante de tipo RS *Canum Venaticorum* (ver RS).

-WD: un miembro de la binaria es una enana blanca.

-WR: un miembro es una estrella Wolf-Rayet.

-Ell: sistemas binarios con deformaciones gravitacionales y componentes elipsoidales

que no se eclipsan entre sí. La binaria varía en brillo por el movimiento orbital que cambia la cantidad de la superficie de las estrellas visible para el observador.

-FK Com: son estrellas similares en naturaleza a FK Coma Berenices, la cual es una estrella de tipo espectral G con un período de brillo de 2.4 días y con variaciones en el espectro, tiene una excepcional actividad cromosférica y una anómala rotación rápida. Este rápido giro es probablemente debido a una cercana compañera de baja masa en una órbita cercana a la superficie de la gigante. Las componentes deben unirse eventualmente, si no lo están ya.

-FU Ori: las estrellas FU Orionis son eruptivas, variables parecidas a novae de tipo espectral A a F que están asociadas a nebulosas difusas. Normalmente brillan por encima de 6 magnitudes durante muchos meses y se quedan en el máximo durante décadas. Las líneas de emisión en el espectro se muestran más prominentes durante este proceso.

-I, Ia: variables irregulares; son estrellas pulsantes en las que se observan fluctuaciones de brillo no periódicas; las de tipo espectral temprano O, B o A se denotan con el sufijo **a**.

-In, Ina, Inas, Inb, Inbs, Ins, InT: irregulares del tipo Orión asociadas con nebulosas difusas. Algunas deben ser estrellas de baja masa que están justo antes de entrar en la secuencia principal. Los sufijos **a**, **b**, **s** son añadidos para denotar las que tienen tipos espectrales tempranos (O hasta A), otras con tipos espectrales medios y tardíos (F a M) o bien otras con rápidas fluctuaciones de brillo, respectivamente. Las variables T Tauri son estrellas muy jóvenes de masa media que están entrando en la secuencia principal, se indican con el sufijo T; son nombradas por el prototipo T Tauri por A. H. Joy en 1945.

-Is, Isa, Isb, IsT: formalmente conocidas como estrellas RW Aurigae, tienen rápidas e irregulares variaciones y aparentemente no están asociadas a nebulosas difusas. Las fluctuaciones son del orden de 0.5 a 1 magnitud en muchas horas o días; a veces, a largo plazo, se producen variaciones por encima de 4 magnitudes. Los sufijos **a**, **b** tienen el mismo significado que para el tipo In. Las que muestran características de estrellas T Tauri en el espectro se denotan con T.

-L, Lb, Lc: estrellas variables irregulares y lentas, algunas de las cuales han sido observadas insuficientemente para asociarles una categoría más apropiada. El sufijo **b** indica las que tienen tipo espectral tardío (K, M, C o S) gigantes o irregulares rojas cuya clase espectral y luminosidad son desconocidas. Las supergigantes de tipo tardío son designadas por el sufijo **c**.

-M: variables del tipo Mira, formalmente llamadas de largo período, son nombradas bajo el prototipo Mira (omicrón Ceti), cuyos cambios de brillo fueron notados por David Fabricius en 1596. Son gigantes rojas con períodos entre los 80 a 1.000 días, amplitudes mayores a 2.5 magnitudes (en promedio es 5 ó 6) y tipos espectrales M, C o S mostrando líneas de emisión.

-N, Na, Nb, Nc, Nr: son las Novae, las cuales se consideran como sistemas binarios cerrados que incluyen una enana blanca muy caliente que arremolina materia de su compañera. El brillo aumenta repentinamente de 7 a 16 magnitudes en muchos días y después se debilita hasta el brillo original en el curso de años o décadas. Se observan pequeñas variaciones en el mínimo. Los sufijos **a**, **b** y **c** indican la rapidez con que la nova desciende tres magnitudes después del máximo, si lo hace en menos de 50 días, entre 50 y 100 días y más de 100 días, siendo novae rápidas, lentas y muy lentas respectivamente. Las novae recurrentes se denotan con la letra **r** y se observan explosiones a intervalos de 10 a 80 años; ejemplos son T Coronae Borealis o T Pyxidis.

-NI: (del inglés Nova like, *novoid*). Son estrellas que se comportan como novae sin serlo; es una categoría pobremente definida de estrellas cuya variación o espectro se parece al de las novae; muchas sin embargo no están relacionadas con novae.

-PV Tel: las variables PV Telescopii son supergigantes del tipo B que presentan pequeñas pulsaciones de amplitudes reducidas en una escala de tiempo de 0.1 a 1 día. Sus espectros muestran líneas realzadas de helio y carbono.

-RCB: variables del tipo R CrB. Estas estrellas de alta luminosidad y de tipos espectrales F, G, K o R están mucho tiempo cerca del máximo; están caracterizadas por repentinas e impredecibles caídas de brillo de 1 a 9 magnitudes. El brillo total retorna lentamente en docenas o cientos de días; el oscurecimiento debe ser causado por partículas de carbono -hollín- condensado alrededor de la estrella. Se conocen pocos ejemplares.

-RR, RRab, RRC: estrellas tipo RR Lyrae algunas veces referidas como cefeidas de corto período o como variables de cúmulos, ya que se las encuentra frecuentemente en cúmulos globulares. Son estrellas viejas (población II), gigantes de tipo espectral A o F cuya luminosidad varía alrededor de una magnitud con un período muy regular que puede ser entre 0.2 a 1.2 días. La subclase **ab** (formalmente dividida en RRa, RRb) engloba las curvas de luz muy asimétricas como las cefeidas, mientras que la subclase **c** se refiere a las casi simétricas, curvas casi sinusoidales de pequeñas amplitudes. Los períodos medios de los dos grupos son aproximadamente 0.6 y 0.3 días respectivamente; las cefeidas enanas (tipo RRs) son formalmente una categoría distinta, pero ahora son consideradas parte de la clase Scuti.

-RS: las RS Canes Venatici son sistemas binarios con una rápida rotación, subgigantes o gigantes de tipo espectral F a K. El período va desde una fracción de día hasta muchos meses; su variabilidad es debida a la actividad de manchas y en algunos casos a eclipses, las últimas se denotan por EA/RS, EB/RS. Muchas variables tipo RS son emisoras de radio y rayos X por perturbaciones de la cromosfera y de la corona.

-RV, RVa, RVb: estrellas tipo RV Tauri son supergigantes pulsantes de tipo F a K; sus curvas de luz exhiben alternativamente mínimos profundos y menos profundos (algunas veces causados por binarias eclipsantes) con amplitudes de 3 a 4 magnitudes. El tiempo entre sucesivos mínimos primarios varía frecuentemente para una misma estrella pero es normalmente en el rango de 30 a 150 días. El sufijo **a** o **b** es añadido para indicar constancia o periodicidad en los cambios de brillo respectivamente.

-S Doradus: están entre las más luminosas estrellas azules conocidas, las variables de tipo S Doradus son muy jóvenes y masivas. Tienen una magnitud visual absoluta tan brillante como -10, con variaciones de 1 a 3 magnitudes que pueden ser irregulares o cíclicas. Sus espectros caen en el rango de tipos B a F y frecuentemente muestran perfiles de líneas P Cygni; estas son líneas de emisión anchas flanqueadas por cortas longitudes de onda con marcadas características de absorción, indicando eyecciones a altas velocidades desde la atmósfera de la estrella. El prototipo S Doradus está localizada en el cúmulo abierto NGC 1910 que forma parte de la Nube Grande de Magallanes.

-SN, SNI, SNII: las supernovas son estrellas que explotan, brillan abruptamente por encima de 20 magnitudes y entonces se apagan a lo largo de meses. Las supernovas de tipo I, las cuales pueden llegar a tener una magnitud absoluta de -20, son encontradas en las estrellas viejas de población II; las supernovas de tipo II son generalmente menos luminosas en el máximo. Estas son observadas en los brazos espirales de las galaxias y se piensa por lo tanto que son originadas por las relativamente jóvenes y masivas estrellas de población I.

-SR, SRa, SRb, SRc, SRd: variables semirregulares; son un grupo diverso de gigantes y supergigantes cuyas pulsaciones son generalmente periódicas (en el rango de 30 a más de 1.000 días) pero tienen ocasionales irregularidades. Las amplitudes son generalmente mucho menores que en las miras y las curvas de luz tienen gran variedad de formas. Las gigantes semirregulares de tipo espectral tardío (M, C o S) que tienen relativos ciclos estables se denotan con el sufijo **a** mientras que el **b** se refiere a las que tienen una pobre periodicidad. La abreviación SRc designa jóvenes supergigantes semirregulares de tipo espectral tardío; la letra **d** es añadida para indicar estrellas semirregulares de tipo espectral F, G o K.

-SX Ari: llamadas a veces variables de helio, las estrellas SX Arietis tienen una alta temperatura análoga a la clase 2 Canum Venaticorum. Sus tipos espectrales caen en el rango de B0 a B7, con anómalas líneas intensas de helio, silicio y otros elementos; las SX Arietis tienen un fuerte campo magnético, el cual varía con el brillo y el espectro.

-UG: estrellas U Geminorum, también llamadas *novas enanas* o variables SS Cygni,

son binarias cercanas que consisten en una enana tipo K a M o subgigante, el cual ha llenado el lóbulo de Roche, más una enana blanca rodeada por un disco de acreción de materia. Están normalmente inactivas pero de tiempo en tiempo sufren una explosión de 2 a 6 magnitudes que dura muchos días. El intervalo entre las erupciones va desde 10 días a muchos años. La subclase SU Ursa Majoris muestra un máximo normal y un supermáximo, el cual es unas 2 magnitudes más brillante que los cinco últimos; las variables Z Camelopardalis descritas más abajo son también llamadas estrellas U Geminorum.

-unq: variables únicas que no se adaptan a ningún tipo de variable conocido.

-UV, UVn: variables UV Ceti o estrellas *Flare*, son pertenecientes a la secuencia principal, de tipo espectral Ke o Me enanas que exhiben abruptos fulgores de 1 a 6 magnitudes durante varios minutos; fueron descubiertas por W. J. Luyten en 1948. Las variables Flare, las cuales muestran una conducta similar pero que están asociadas a nebulosidades, son designadas como UVn y están caracterizadas por tipos espectrales ligeramente tempranos; son un poco más luminosas que las estrellas UV Ceti.

-X: fuentes de rayos X.

-Z And: las variables Z Andromedae o *estrellas simbióticas*, son binarias cerradas cuya composición espectral muestra que son una pareja de una gigante fría y una compañera muy caliente. La variabilidad irregular en las longitudes de onda del visible y del ultravioleta son causadas por una combinación de las pulsaciones de la estrella fría más alguna interacción (probablemente intercambios de masa) entre las dos componentes. Las estrellas están frecuentemente metidas en nebulosidades. La subcategoría RR Telescopii representa sistemas cuya variabilidad llega de 4 a 6 magnitudes de brillo y no retornan a su luminosidad original. Aunque su espectro de emisión altamente excitado sugiere que deben ser nebulosas planetarias en formación, muchas planetarias tienen una simple estrella en su centro.

-Z Cam: las variables Z Camelopardalis son sistemas binarios similares a las estrellas U Geminorum y sufren explosiones de 2 a 5 magnitudes cada 10 a 40 días. Sin embargo, esta conducta es algunas veces interrumpida por períodos inactivos cuando la estrella permanece entre el máximo y el mínimo.

-ZZ Cet: las variables ZZ Ceti son enanas blancas no radiales pulsantes con períodos tan cortos como 30 segundos o tan largos como 25 minutos y amplitudes generalmente menores de 0.2 magnitudes. Fulgores de una magnitud, quizá debidos a interacciones con una compañera cercana, son vistos ocasionalmente.

-ACV: también conocidas como variables espectroscópicas o magnéticas, las estrellas 2 Canum Venaticorum (el prototipo es precisamente esta estrella que les da nombre) tienen fuertes campos magnéticos que oscilan periódicamente junto con su brillo y espectro. Muchas tienen tipo espectral Ap, con líneas intensas anómalas de silicio, estroncio, cromo y elementos raros en la Tierra. El rango del período va desde cerca de 0.5 a 160 días, mientras que las amplitudes son menores de 0.1 magnitudes.

- Cyg: la clase Cygni (Deneb) comprende a supergigantes no radiales pulsantes de tipo espectral B a A. Su variación típica de 0.1 magnitudes aparece irregular pero debe ser debido a la superposición de muchas oscilaciones con cerca del mismo período. Se especula que las estrellas Cygni deben ser más viejas que las variables S Doradus.

-C, Cs: las estrellas Cephei, algunas veces llamadas Canis Majoris, son gigantes o supergigantes de corto período (entre 0.1 y 0.3 días) de tipos espectrales B0 a B3 con amplitudes de 0.01 a 0.3 magnitudes. Se cree que son estrellas relativamente masivas que está cerca de acabar el combustible de hidrógeno de su núcleo. Mientras que muchas son radiales y no radiales pulsantes, algunas (como 53 Persei) muestran sólo oscilaciones no radiales. Hay un grupo adicional de período ultra corto (algunas centésimas de día), que varían irregularmente con amplitudes por encima de 1.5 magnitudes.

- Sct: las variables Scuti son estrellas de tipo espectral A2 a F5 con períodos en el

rango 0.02 a 0.4 días. Muchas tienen amplitudes de varias milésimas o centésimas de magnitud, pero un pequeño porcentaje varía tanto como 0.8 magnitudes (estas que tienen amplitudes mayores de 0.3 magnitudes son llamadas a veces cefeidas enanas, variables tipo RRs o estrellas AL Velorum); sus curvas de luz son muy variables. Se presentan frecuentemente múltiples pulsaciones radiales y no radiales. Muchas variables Scuti son estrellas de población I o que está desprendiéndose de la secuencia principal; sin embargo, se han encontrado varias que tienen deficiencia de elementos pesados, lo cual es una característica de vejez de objetos de población II. Los ejemplos de subenanas de estas componentes viejas son referidas como variables SX Phoenicis.

-xCen: Variables similares a X Centauri (ver tipo C).

Algunos de estos tipos, no se diferencian de otros más que por la clase espectral, por lo que la clasificación de variables no es algo rígido y muchas pueden caer dentro de tipos distintos, lo cual no es de extrañar ya que existen actualmente catalogadas más de 50.000 variables y el número aumenta rápidamente a medida que mejoran las técnicas de observación y cartografía.

La nomenclatura de la clasificación de una sola variable puede ser complicada pues se pueden unir muchos factores, por ejemplo la variable: HL CMa su tipo es UG(SS)+XM. ¿Qué significa?.

SEGUNDA PARTE

INTRODUCCIÓN A LA FOTOMETRÍA FOTOELÉCTRICA Y CCD

HISTORIA

Los orígenes de la fotometría se remontan hasta la época de la antigua Grecia, donde el astrónomo Hiparco de Nicea (190-125 a.C.) elaboró el primer catálogo estelar que se conoce, con un total de 850 estrellas. Hiparco, estableció la clasificación del brillo de cada una de ellas por algo que llamó “magnitud”: en concreto estableció seis magnitudes, siendo las estrellas de magnitud 1 las más brillantes y las de magnitud 6 las menos brillantes de todas. Alrededor del 180 d.C., el astrónomo egipcio Claudio Ptolomeo amplía el catálogo original de Hiparco en 170 estrellas más. La precisión del método se mejoraba acompañando a la magnitud algún breve comentario como “mayor”, “menor” e incluso “oscura” para comparación con estrellas de similar brillo: si se consulta el libro de Nicolás Copérnico “De Revolutionibus” pueden verse estos comentarios en el brillo de muchas de las estrellas incluidas en su catálogo estelar; Vega tiene, en este libro, magnitud 1.

El método continuó, sin establecerse una ley física que lo rigiese, durante muchos siglos hasta 1856, año en el que Norman R. Pogson (1829-1891) confirmó el descubrimiento hecho unas décadas antes por William Herschel, a saber: que una estrella de primera magnitud era alrededor de 100 veces más brillante que una estrella de la sexta magnitud. La respuesta del ojo ante el incremento de brillo de una fuente luminosa no es lineal si no logarítmica: esto convierte al ojo en un instrumento no muy preciso para estimar diferencias de brillo, aunque éste sea capaz de conseguir diferencias de una décima de magnitud; si la respuesta fuera lineal no necesitaríamos fotómetros para medir brillos con mayor precisión, ya que los elementos fotosensibles que llevan estos aparatos tienen una respuesta lineal. La ley de Pogson es, pues, una ley física del ojo humano: ésta establece que la diferencia de brillo entre dos estrellas de magnitudes m y m' es

$$m - m' = -2.5 \log (e / e')$$

donde \log es el logaritmo decimal, e y e' son las intensidades lumínicas o iluminación, correspondientes a dichas estrellas.

Hemos hablado en todo momento de *magnitud aparente*; se habla de magnitud absoluta en términos de *brillo intrínseco* de la estrella, es así como se puede saber qué estrella es intrínsecamente más brillante que otra. Para ello se establece una distancia patrón de 10 pc (32,6 años-luz), entonces la magnitud absoluta de la estrella es:

$$M - m = 5 - 5 \log r$$

donde M es la magnitud absoluta de la estrella, m es la magnitud aparente y r es la distancia de la estrella al Sol; esta ecuación nos es de gran ayuda a la hora de calcular distancias mediante el uso, por ejemplo, del diagrama período-luminosidad de las estrellas variables cefeidas, que más adelante comentaremos.

FOTOMETRÍA A DIFERENTES LONGITUDES DE ONDA

En todo momento hemos hablado de medir el brillo de una estrella de manera *visual*, es por ello que debemos hablar de *magnitudes visuales*; estas magnitudes están restringidas a una pequeña porción del espectro visible. Sin embargo, podemos medir el brillo estelar en *cualquier* otra longitud de onda: con la llegada de los dispositivos optoelectrónicos se abre una nueva etapa en la medición de las magnitudes estelares, una manera mucho más precisa

que el ojo humano e incluso que la placa fotográfica, la técnica más utilizada desde hacía unos cuantas décadas. Se definen una serie de sistemas de pasos de banda universales, como el *UBV* de Johnson y Morgan que data de principios de los 50 o el *ubvy* de Strömrgren de finales, también, de los 50. Hoy en día el sistema más utilizado es el *UBV*, ampliado a mediado de los 60 por Johnson, a la banda del rojo e infrarrojo (RIJHKLMN), aunque cada sistema tiene sus ventajas y desventajas, como todo: el sistema *UBV* utiliza filtros de banda ancha, mientras que el *ubvy* son filtros de banda intermedia; no es nuestro interés el discutir sobre cuál elegir, solamente decir que nuestra asociación utiliza el sistema *UBVRI* para medición, ante todo porque el precio de los filtros así lo aconsejan y segundo porque es el más generalizado entre los variabilistas y es bastante habitual, su uso, entre los profesionales.

Así pues no debemos de extrañarnos, a partir de ahora, cuando veamos una “m” minúscula o “M” mayúscula, con un subíndice U, B, V, R, I, etc. ya que sabemos a qué paso de banda se restringe. El hacer mediciones en estos pasos de banda nos puede resultar muy útil a la hora de clasificar espectralmente una estrellas, es decir, conocer a qué tipo espectral pertenece: para ello recurrimos al llamado “índice de color”, valor que representa la diferencia de magnitud de una estrella para dos pasos de banda distintos; siempre se resta al correspondiente a una longitud de onda menor el correspondiente a una longitud de onda mayor, i.e. $B - V$, $U - B$, $V - R$, etc., siendo $B - V = m_B - m_V$ etc... Las estrellas más calientes emiten más radiación a longitudes más azuladas mientras que las más frías emiten más radiación a longitudes de onda más rojizas, de este modo visto a través de diferentes pasos de banda, Deneb es más brillante en el B que en el V, Capella más en el V que en el B y Betelgeuse más en el R que en V.

En la tabla que presentamos a continuación se puede comprobar como el índice de color nos indica la clase espectral a la que pertenece una estrella.

Tipo espectral	(B - V)
O	-0.3
B	-0.2
A	0.0
F	0.4
G	0.6
K	1.0
M	1.5
C	1.5
S	1.5

APLICACIONES DE LA FOTOMETRÍA

Una de las aplicaciones de la fotometría reside en el cálculo del *índice de color* de una estrella: éste nos puede indicar a qué tipo espectral pertenece una estrella, sin embargo carecemos de la resolución espectral deseada para hacer una estudio más concreto y por ello debemos recurrir al análisis espectral.

En el tema de variables existe una gráfica que es fundamental para comprender un poco el comportamiento de la estrella en cuestión, me refiero a la *curva de luz*; en ella aparecen las variaciones de magnitud con respecto al tiempo: en el caso de variables de período regular es posible calcular su período de pulsación a partir de dicha curva. Además, el seguimiento de la curva de luz de ciertas variables de período regular, o cuasi regular, nos permite llevar a cabo un estudio más completo de estas mediante la confección del diagrama O-C, en este diagrama se representan en ordenadas la diferencia entre el periodo observado y el calculado para un momento temporal determinado, en abcisas se representa el tiempo o

número de ciclos; este diagrama nos da idea de si el periodo de una estrella varia, como puede ocurrir en la binarias eclipsantes si, por ejemplo, una de las componentes pierde momento al transferirle masa a su otra acompañante, por otra parte en algunas variables pulsantes es posible confirmar la variación del período; estudiaremos con un poco más de detenimiento este diagrama más adelante.

Otra aplicación ya comentada es la medición de *distancias*, para lo cual vamos a relatar la historia de la señorita Henrietta Swan Leavitt (1868-1921). En 1895 Solon I. Bailey (1854-1931), del Observatorio de Harvard, se hallaba estudiando unas placas fotográficas de los cúmulos globulares M-3, M-5 y Omega Centauri, cuando descubrió un gran número de estrellas variables en los exteriores de dichos cúmulos.

Más tarde se observó el mismo hecho para una treintena de cúmulos más: la mayoría de estas variables tenían períodos en torno a medio día, aunque también había otras con períodos de unos cuantos días; al parecer todas pertenecían a la clase de las *cefeidas* y sus períodos y curvas de luz pudieron ser determinadas a partir de un gran número de placas.

El mismo tipo de variables se descubrió en la Pequeña Nube de Magallanes, una galaxia satélite de nuestra galaxia; en 1912 la señorita Leavitt, con una técnica sencilla (bastaba superponer placas fotográficas en negativo sobre las mismas placas en positivo: las estrellas usuales desaparecían mientras que la variables resaltaban solas) descubría en las variables de este tipo, de dicha galaxia, una correlación exacta entre su período y su brillo: a mayor período más brillante era la estrella y puesto que se podía considerar que dichas estrellas estaban a la misma distancia todas de nosotros, esto significa que el período de las cefeidas varía de forma regular con respecto a la luminosidad. El problema era, pues, descubrir la distancia a una estrella de este tipo cercana a nosotros, ya que así podríamos calcular su magnitud absoluta y luego por el diagrama preparado por la señorita Leavitt podríamos inferir la distancia a la que se hallaba la Pequeña Nube. En efecto en 1913 Ejnar Hertzsprung (1873-1969), a partir del movimiento propio de 13 cefeidas galácticas entre la 2ª y la 6ª magnitud, reducido a una distancia igual, pudo derivar el movimiento paraláctico y, por tanto, su paralaje media y luminosidad. Hertzsprung encontró que a una magnitud absoluta media de -2.3 le correspondía un período de 6.6 días. La señorita Leavitt dio para este período una magnitud fotográfica en la nube de 14.5, correspondiente a la 13.0m en el visual: la diferencia entre magnitud absoluta y aparente era de 15.3 magnitudes, lo cual equivalía a una distancia para la nube de 11.000 pc.

Más tarde se corrigió la distancia a unos 29.000 pc, por un error en la escala de magnitudes medidas en el hemisferio sur. Lo importante es el hecho, el descubrimiento.

INSTRUMENTACIÓN

En cuanto a como funcionan los diferentes fotómetros a utilizar, hemos dicho cómo funciona el ojo cuando hemos hablado de la ley de Pogson; los observadores visuales de variables utilizan diversos métodos para precisar la magnitud de sus observaciones, como el método de Pogson, el de Argelander o el de Beyer, aunque cabe señalar que el más utilizado todavía es el de Argelander.

En el caso de la fotografía debemos calibrar el negativo para conocer los dos parámetros fundamentales, en este caso, a saber: el ennegrecimiento del negativo (D) y la iluminación (E), a la que es sometido: recordemos que D es función del logaritmo decimal del producto iluminación por tiempo; se eligen unas 12 estrellas de brillo conocido, es decir cuya iluminación (flujo de energía radiante por unidad de superficie) es conocida, el ennegrecimiento es función de la iluminación y del tiempo de exposición, $D = D(\log Et)$, si representamos en un gráfico a D frente a la magnitud estelar fotográfica, se evidencia la aparición de tres zonas en la gráfica, aquellas correspondientes a la falta de exposición o a la sobreexposición no son lineales, mientras que la zona de exposición normal si que lo es, en esa zona debemos trabajar para realizar las medidas fotométricas.

Los **fotoímetros fotoeléctricos** pueden ser de dos clases: aquellos que utilizan un *tubo fotomultiplicador* como dispositivo de captación de luz o aquellos que utilizan un *fotodiodo*. El primero de ellos es el tipo más caro ya que los tubos fotomultiplicadores poseen elementos optoelectrónicos muy delicados: consisten en un fotocátodo que emite electrones cuando se expone a luz de cierta longitud de onda, un ánodo y una serie de electrodos llamados dinodos; éstos tienen un alto valor de emisión secundario, con lo cual a partir de un único fotón obtenemos una corriente de salida de unos cuantos mA: un inconveniente es el alto voltaje con que debe operar, de 1 a 2 kV, lo cual lo hace muy vulnerable ante cualquier variación de tensión en el sistema, sin embargo es necesario que esto sea así ya que los electrones desprendidos del cátodo deben poseer una gran energía cinética para que puedan “arrancar” más de un electrón de los dinodos, cada uno, para que así tenga efecto la presencia de los dinodos; una gran ventaja de los tubos fotomultiplicadores es que se puede realizar el conteo de fotones. En el segundo caso, los fotodiodos, estos son muchísimo más baratos: para hacernos a la idea un tubo fotomultiplicador puede costar desde las 75.000 pts hasta unos cuantos millones, mientras que un fotodiodo nos puede salir por unas 2.000 pts; hace unos cuantos años yo hubiera apostado por un tubo fotomultiplicador, pero hoy en día los fotodiodos se están ganando el lugar que merecen ocupar, operan a un mayor intervalo de temperaturas y son bastante lineales durante la mayor parte de dicho intervalo; los fotodiodos más utilizados son los de tipo PIN, ya que el rango de frecuencias en el que operan es mayor que el de los fotodiodos tipo PN. En el caso de los fotodiodos no podemos realizar conteo de fotones, únicamente podemos medir la *intensidad de la corriente* que se genera al incidir la luz sobre la plaquita de material semiconductor que constituye dicho fotodiodo: la corriente es tan baja, del orden de nA, que necesitamos la ayuda de un amplificador para medirla sin dificultad; por contra recordemos que de salida en el caso anterior teníamos una corriente de mA. Es fundamental, pues, la asistencia de un buen amplificador que no introduzca mucho ruido en la lectura, ya que ello puede perjudicar nuestras medidas.

Las **cámaras CCD** también se utilizan para realizar trabajos de fotometría: en este caso el dispositivo utilizado para captar luz es un chip CCD, acrónimo de “Charge Coupled Device” (Dispositivo de Carga Acoplada): se trata de un chip con una matriz constituida a base de pequeños fotodiodos, lo cual permite realizar también conteo de fotones; en este caso se juega, además, con la ventaja de tener una imagen de la estrella en cuestión, no obstante la precisión de las medidas es ligeramente inferior a la de los fotoímetros.

OBSERVANDO DIFERENTES TIPOS DE VARIABLES

Cuando llega el momento de observar variables cabe preguntarse cual es el *límite* de nuestro instrumental, dicho de otro modo: cuál es el mínimo error que podemos conseguir; en base a esto podemos estudiar cualquier tipo de variables o únicamente unas pocas. En la fotometría visual el error típico es del orden de 0.15 magnitud, en fotometría fotográfica es del orden de 0.07- 0.10 magnitud, en el caso de la fotometría fotoeléctrica, para banda ancha UBV 0.01-0.02 magnitud, mientras que para banda estrecha el error lo podemos acotar hasta 0.007 magnitud; en fotometría CCD los valores son próximos a la anterior. En virtud a estos valores podemos descartar la observación de ciertos tipos de variables para la fotometría visual, de igual modo ocurre para la fotometría fotoeléctrica si bien con este tipo de instrumental podemos estudiar cualquier tipo de variables, es aconsejables utilizar este método para variables que lo requieran; para otras mejor nuestro ojo.

De toda la variedad de tipos de estrellas variables que encontramos existen algunas que, por la pequeña amplitud de sus variaciones, quedan fuera del rango visual: para ello debemos recurrir, con toda seguridad, a la utilización de un fotoímetro: ejemplos de ello son las variables ZZ Cet, BY Dra, 2 CVn (pulsantes Ap), Cyg. En general la mayoría de las

estrellas variables pueden ser estudiadas visualmente aunque algunas, como hemos podido comprobar, pueden quedar fuera de nuestro rango.

A modo de recordatorio: cuando se habla de *oscilaciones radiales* se quiere decir que durante la variación la estrella permanece esférica, cuando se habla de oscilaciones *no radiales*, la estrella se deforma adoptando forma elipsoidal.

FOTOMETRÍA FOTOELÉCTRICA

La fotometría fotoeléctrica data de principios de nuestro siglo, con el descubrimiento de materiales sensibles a la luz, también es el origen de la física del estado sólido, como consecuencia del *efecto fotoeléctrico* estudiado por Albert Einstein (1879-1955); el dispositivo utilizado fue una **célula fotoeléctrica**: al incidir la luz sobre ella el material sensible desprendía electrones que se traduce en una pequeña corriente eléctrica; corría el año 1911 y este efecto le serviría como excusa para la concesión del Premio Nobel.

La fotometría fotoeléctrica fue ganando en precisión conforme aparecieron nuevos materiales, i.e. conforme avanzaba la teoría del estado sólido, hasta el día de hoy en el cual las mediciones se hacen gracias a fotomultiplicadores y, debido a la mejora de éstos, fotodiodos. La diferencia entre un fotomultiplicador y un fotodiodo es que un fotomultiplicador cuenta los fotones que inciden sobre él, mientras que en un fotodiodo los fotones que inciden se aprovechan para producir una pequeña corriente eléctrica. Así pues los fotomultiplicadores suelen ser mucho más sensibles que los fotodiodos, aunque un buen fotodiodo en un telescopio de 20 cm llegue a la 9ª mag. e incluso a la 10 mag., sin enfriar ya que la sensibilidad de este aumenta, hasta cierto límite, a temperaturas menores que la ambiente; sin embargo en el mismo telescopio con un fotomultiplicador podemos llegar, dependiendo también del tipo que sea, hasta la 14ª mag. sin enfriar e incluso a la 15ª mag. si lo enfriamos. Los fotómetros fotoeléctricos son algo caros, más los que poseen un fotomultiplicador, variando desde las 100.000 pesetas a unos cuantos millones de pesetas; Los de fotodiodo son algo bastante más baratos del orden de las 50.000 pesetas o menos, dependiendo de los modelos, siendo este precio el de coste de fábrica, el precio de venta al público se cuadriplica. Sin embargo existe la posibilidad de construirse uno mismo, yo os invito a que lo hagáis ya que los costes, en este caso, se reducen muchísimo. La principal ventaja de este tipo de fotometría es la precisión que se consigue, ¡hasta 0.008 mag.!, lo cual nos permite trabajar cómodamente con variables de corto período, también aquellas que poseen una amplitud de variación menores que 1 mag. o con variables eruptivas del tipo UV Ceti o R Corona Borealis, entre otras. Así pues son las variables de *largo período* y las *semirregulares* las que pueden ser estudiadas visualmente o fotográficamente, aunque fotográficamente también nos podemos atrever a estudiar aquellas que hemos enunciado para fotometría fotoeléctrica, no obstante por fotometría fotoeléctrica es posible estudiar **todo** tipo de variables.

Sin embargo las mediciones que realicemos por este tipo de fotometría tienen que hacerse a través de filtros para obtener medidas estándar: el sistema más usado por los aficionados es el UBVRi desarrollado por Johnson y Morgan en los cincuenta; debemos tener en cuenta que **no** son necesarios todos los filtros, si tan sólo se trata de hacer mediciones de brillo nos basta con el V, aunque el filtro B también nos vendría bien para hacer estudios más avanzados: así podemos obtener el índice de color B-V de las estrellas, pudiendo estimar la clase espectral a la que pertenecen o calcular las edades de unos cuantos cúmulos estelares, entre otras cosas. Sin embargo estos últimos proyectos quedan a vuestra elección, para realizar estudios sobre conocimientos en evolución estelar.

Cabe decir que estos filtros están centrados en unas **muy determinadas** longitudes de onda: así el U (ultravioleta) tiene el máximo en los 350 nm, el B (azul) en 430 nm, el V

(visual) en 550 nm, el R (rojo) en 700 nm y el I (infrarrojo) en 900 nm; este sistema esta aún más ampliado con más filtros que se sitúan más hacia el infrarrojo lejano. Lo habitual es hacer fotometría UVB, sin embargo los que posean un Schmidt-Cassegrain no pueden utilizar el filtro U, ya que la placa Schmidt impide el paso de rayos ultravioletas. En nuestro caso para trabajar con variables nos es suficiente el filtro V.

Este tipo de filtros son especiales, **NO** vale uno cualquiera a pesar de que tenga el máximo en la misma longitud de onda que los del sistema de Johnson, ya que cada filtro tiene una curva de sensibilidad concreta. Los tipos de filtro comúnmente utilizados para dar finalmente el paso de banda estándar deseado son de *vidrio Schott*, ver la tabla adjunta, aunque podemos investigar acerca de otro tipo de filtros que sean más baratos, ya que los mencionados pueden costarnos del orden de 10.000-20.000 ptas. para cada paso de banda, en algunos casos se trata de una combinación de dos vidrios.

Filtro	Vidrio Schott	Grosor
U	UG1	1 mm
B	GG385+BG12	3 mm
V	GG495+BG18	3 mm
R	OG570+BG38	3 mm
I	RG9	2 mm

Otra cuestión a tener en cuenta acerca de si el detector es un fotodiodo es que éste, debido a sus reducidas dimensiones, debemos colocarlo en el *foco imagen* e intentar que el error sea mínimo ya que si no **no** estaremos aprovechando la luminosidad total de nuestro telescopio.

FOTOMETRÍA CCD

La fotometría CCD se ha puesto de moda últimamente por parte de los aficionados, dadas sus altas prestaciones. El elemento principal es un chip del tipo CCD (arrastre y conteo de electrones): su funcionamiento se basa en el efecto fotoeléctrico sin embargo este método también *cuenta* fotones, dado que el chip es en realidad una matriz constituida por fotodiodos micrométricos; por tanto tiene una determinada *resolución espacial* que se mide en **pixels** (elementos de imagen). Es por ello que, mediante programas informáticos adecuados, podemos *digitalizar* la información que recibimos en forma de imágenes y, una vez digitalizada, aprovechamos de sus innumerables ventajas: manipulación informática, compresión, remisión a distancia vía telefónica, almacenamiento masivo...

Así pues aquí uno mide el brillo de una estrella a partir de una imagen, *grosso modo*, para lo cual se han desarrollado programas bastante completos.

Hoy en día es posible construirse una cámara CCD a costes bastante aceptables, teniendo en cuenta que la cámara más barata de la empresa Santa Barbara vale, en nuestro país, cerca de las 200.000 pts.; en el caso que os comento, la llamada cámara **Cookbook** de similares prestaciones a la que hemos comentado, nos puede costar unas 40.000 pts, no siendo necesario el uso de una controladora ya que los avances en software para este tipo de uso es notable y la hace prescindible.

De nuevo las mediciones requieren de un filtro V; el interés de este tipo de fotometría radica en el estudio de *variables débiles*, ya que variables de mucho brillo pueden saturar el detector: por ejemplo con un catadióptrico de 203 mm de abertura, a f: 10, una estrella de 6^a magnitud satura el chip en sólo 1 segundo, lo cual nos obliga a trabajar con astros de brillo superior o exposiciones muy cortas en astros más brillantes.

Dependiendo del telescopio usado, algunas variables interesantes a estudiar pueden ser de los tipos T Tauri o las *NSV* (New Suspected Variable): se trata de variables que se sitúan

por encima de la 8-9 mag. Normalmente también es interesante realizar el estudio de variables que tienen mínimos por encima de la 14-15 mag., aunque el ruido electrónico ya sea bastante notable por encima de estas magnitudes, si bien es verdad que todo depende hasta dónde nos lo permite la cámara, del lugar donde se observa, etc...

CÁLCULOS PRÁCTICOS

En este apartado nos vamos a dedicar a realizar los cálculos pertinentes que uno debe realizar a la hora de realizar fotometría fotoeléctrica. En fotometría diferencial utilizamos la ley de Pogson un tanto modificada, en nuestro caso:

$$m = mc - mv \quad ; \quad m = -2.5 \log (ic/iv) \quad \text{ec. 1}$$

donde mc y mv son las magnitudes de la estrella de comparación y de la estrella variable en cuestión, ic e iv serán las intensidades netas medidas por el aparato correspondientes, (¡es muy importante que la respuesta del fotodiodo sea lineal!) como su subíndice indica, a la estrella de comparación y a la variable, puesto que nosotros sólo conoceremos las intensidades lo que estaremos calculando será la diferencia de magnitud entre la estrella de comparación y la estrella variable, por tanto puesto que el valor de mc será conocido sólo debemos sumarle el valor de m calculado para conocer mv . No obstante, antes que nada debemos hacer una medición del *background* (brillo del fondo del cielo), éste nos producirá una intensidad ib la cual debemos restarla al valor calculado para las diferentes intensidades estelares medidas: así obtenemos un valor neto. Este problema se debe a la luminosidad íntinseca de la atmósfera, ya que las moléculas y átomos que componen nuestra atmósfera emiten radiación también por la noche (reacciones químicas de recombinación): esto hace que las noches no sean totalmente oscuras; por contra ¡este problema no lo tendríamos en la Luna!

En fotometría diferencial se suele utilizar, además, una estrella adicional o *astro de chequeo*, por si acaso la estrella de comparación fuese variable.

Así pues, el valor neto de la medida es el que colocaremos en la ecuación 1:

$$ic = icb - ib \quad ; \quad iv = ivb - ib \quad \text{ec. 2}$$

donde icb será el valor en bruto de la medida hecha para la estrella de comparación y, de igual modo, para la variable. El valor de ib lo obtenemos en una zona próxima a la estrella en cuestión, para cada caso, en la cual no encuentra estrella alguna. Cabe decir que no es necesario realizar medidas del *background* cada vez que observemos una estrella, únicamente es un chequeo rutinario y se realizará ocasionalmente durante el tiempo de observación.

En estos momentos seremos conocedores de m ; este valor aún no se lo podemos sumar al valor conocido mc , ya que éste es un valor estándar el cual se supone extraatmosférico y corregido al sistema UBV. De este modo, como primera tarea antes de empezar a trabajar en fotometría, debemos calcular una serie de factores que afectan a nuestro lugar de observación y a la sensibilidad de nuestro instrumento: para el primer caso calcularemos los *coeficientes de extinción* de primer y segundo orden, para el segundo caso calcularemos los *coeficientes de transformación*.

Algo que debemos tener en cuenta a la hora de hacer fotometría es la precisión que queremos conseguir: la mayor precisión posible a obtener depende de si calculamos o admitimos unos valores medios, para los coeficientes de extinción de nuestro lugar de observación. Tanto si hacemos fotometría “all sky”, como si hacemos fotometría diferencial (que es el caso que nos ocupa), es imprescindible conocer los coeficientes de extinción.

1. Cálculo de los *coeficientes de extinción*.

Como ya hemos comentado las magnitudes estelares que se dan en los catálogos son magnitudes corregidas, primero extraatmosféricas, luego estandarizadas al sistema UBV; todo esto se hace para que las medidas de brillo **no** difieran de manera notable de un

observador a otro: de no ser así el trabajo de realizar observaciones fotométricas sólo lo podría hacer un observatorio en el mundo y todos deberíamos confiar en esas mediciones; este hecho carece de sentido, lo más práctico y lógico es realizar observaciones a lo largo y ancho del planeta y puesto que las condiciones de observación y de instrumental de trabajo difieren entre los distintos observadores se tiene que trabajar con patrones estándar.

El primer paso es calcular la *masa de aire* del lugar de observación. La atmósfera terrestre está establecida de manera estratosférica, es decir compuesta por una serie de estratos o capas de diferente densidad: esto hace que un rayo de luz al penetrar en la atmósfera no sólo no cambie su dirección (se refracte) sino que la va cambiando continuamente conforme cambia de estrato, ya que el índice de refracción es distinto para cada estrato: esto se traduce en una curvatura de la trayectoria del rayo. Sin embargo, la trayectoria a seguir depende del ángulo de entrada del rayo (Ley de Snell): es por ello que la refracción es menor en la dirección al zénit, el ángulo de entrada es de 0° y por tanto, la desviación del rayo será nula, aunque la atmósfera absorberá parte de la luz de la estrella; otra cuestión es que el índice de refracción depende de la longitud de onda de la luz monocromática incidente, lo cual significa que la luz no se refracta por igual, siendo mayor la refracción conforme la longitud de onda disminuye: es por ello que observemos un enrojecimiento de las estrellas y diferentes astros cuando se hallan a poca altura. De esto último podemos concluir que es aconsejable observar a distancias cenitales (z) pequeñas, aunque en general y dependiendo del lugar de observación, podemos llegar a una z del orden de 50 a 60°.

Hecha esta introducción necesaria para aclarar conceptos veamos cómo podemos calcular la *masa de aire* (X).

$$X = \sec z \quad \text{ec. 3}$$

donde \sec es la secante o la inversa del coseno de la distancia cenital z . Este valor es igual también a:

$$\sec z = 1/(\sin(\phi) \sin(\delta) + \cos(\phi) \cos(\delta) \cos H) \quad \text{ec. 4}$$

donde ϕ es la latitud geográfica del lugar de observación, δ es la declinación de la estrella y H es su ángulo horario, i.e. la distancia del meridiano del lugar de observación al astro siguiendo un arco paralelo al ecuador celeste siendo 0h para el meridiano y continuando el sentido hacia el oeste del meridiano, expresado en grados. La latitud geográfica del lugar es, pues, necesario conocerla; la declinación de la estrella se debe calcular también para la época de observación debido a la precesión de los equinoccios, ya que las coordenadas que nos den para esta estrella en los atlas estelares están calculadas para los equinoccios de épocas concretas, e.g. 1950.0 o 2000.0 etc., así pues el valor de la declinación en el momento de observación la calcularemos del siguiente modo, daremos la precesión en ascensión recta también ya que nos será necesaria para más adelante:

$$= (m + ns \tan \mu \sin \mu) (tf - ti) \quad \text{ec. 5}$$

$$= (n'' \cos \mu) (tf - ti) \quad \text{ec. 6}$$

de esta forma calculamos el incremento en coordenadas respecto a la época para la cual conocemos las coordenadas, al final después de todo el cálculo debemos sumar este incremento a las coordenadas conocidas para saber el valor de las coordenadas actuales, el valor de los parámetros son los siguientes:

$$m = 3s.07234 + 0s.00001863 \text{ tm}$$

$$ns = 1s.336457 - 0s.00000569 \text{ tm}$$

$$n'' = 20''.04685 - 0''.0000853 \text{ tm}$$

$$\text{tm} = (tf - ti)/2 - 1900$$

donde tf es la época para la cual calculamos las nuevas coordenadas, e.g. 1996 y ti la época para las cuales conocemos las coordenadas, e.g. 1950; tm es la media en años desde 1900, para los cuales son conocidas las constantes que aparecen en el resto de parámetros m , n y

n". Los valores de los incrementos en ascensión recta y en declinación vendrán dados en segundos y segundos de arco respectivamente; debéis recordar que los valores de las coordenadas conocidas del astro, m y m , deben estar expresados en grados para poder calcular las funciones trigonométricas.

Una vez conocidos los incrementos les sumamos las coordenadas conocidas, para obtener las coordenadas de la época del momento de observación. El siguiente paso será calcular el ángulo horario del astro; éste se calcula mediante la siguiente ecuación:

$$H = TSL - \quad \text{ec. 6}$$

siendo TSL el tiempo sideral local, el cual para calcularlo os remito al boletín de *Efemérides* de vuestra asociación y siendo la ascensión recta calculada para la época del momento de observación. Recordad que debemos pasar H a grados para calcular la masa de aire X .

En este momento podemos pasar a calcular los *coeficientes de extinción*, para ello necesitamos una tabla de estrellas escogidas por sus características (ver Apéndice 1) el tipo ideal son estrellas A0V, cuyos índice de color B-V y U-B son 0, no obstante se suelen utilizar estrellas en el rango -0.15 a +0.15, que están próximas al tipo deseado; por supuesto deben ser estrellas individuales o sistemas cuyas componentes estén notablemente separadas y, por supuesto, que NO sean variables.

Así pues utilizamos las siguientes ecuaciones:

$$v = -2.5 \log i + A_v \quad \text{ec. 7}$$

$$v = v_0 + kv'X \quad \text{ec. 8}$$

donde v es la magnitud visual medida, v_0 la magnitud visual extraatmosférica, kv' el coeficiente de extinción de primer orden y X la masa de aire, i es la intensidad que medimos. La constante A_v es la ganancia expresada en magnitudes; antes que nada debemos calibrar dicho valor si se trata de un fotómetro comercial: en el manual de dicho instrumento se recomendará cómo hacerlo; es necesario calibrarlo ya que puede haber pequeñas variaciones en el valor que se nos indica, en general los fotómetros hechos con fotomultiplicadores tienen escalas de ganancia en magnitud que van desde la 0.0m hasta la 7.5m mientras que los fotómetros hechos con fotodiodo el origen de la escala es notablemente superior, ya que éstos por si mismos -al contrario que los fotomultiplicadores- no amplifican nada la señal, por ello el origen de la escala puede situarse, también dependiendo del tipo de fotodiodo, en la 5.0m incluso hasta la 15.0 mag., en este caso y dado que nosotros nos dedicamos en este manual única y exclusivamente a fotómetros de fotodiodo, no es necesario realizar los ajustes de calibrado ya que el valor de las resistencias que incorpora el circuito amplificador, y que son las que nos dan a conocer el valor de la ganancia, poseen valores demasiado elevados, por ello la variación es mínima en comparación con el valor de la resistencia y por ello no perderemos precisión en el valor de nuestras medidas o, mejor dicho, no introduciremos errores.

Dicho esto podemos continuar con la tarea emprendida unos párrafos más arriba. Así pues, dado que conocemos todo, excepto v_0 que es una constante y kv' que es otra constante, digamos local, ya que únicamente es válida para el lugar de observación donde estemos, hallaremos dichas constantes mediante un ajuste por mínimos cuadrados: la pendiente de la recta será kv' , la ordenada en el origen será v_0 , siendo esta la magnitud visual extraatmosférica obtenida, para ello debemos medir v para distintas X , recordad que estamos calculando el coeficiente de extinción de primer orden y para que éste predomine sobre el de segundo orden debemos la masa de aire para cada 5° de rotación de la Tierra, por ejemplo, nunca menos de 1°.

Debemos hacer lo mismo con los otros filtros, es decir, para cada filtro las ecuaciones serán como siguen a continuación;

$$\text{para el filtro U, } u = -2.5 \log i_u + A_u \quad , \quad u = u_0 + k_u'X$$

$$\text{para el filtro B, } b = -2.5 \log i_b + A_b \quad , \quad b = b_0 + k_b'X$$

$$\text{para el filtro R, } r = -2.5 \log i_r + A_r \quad , \quad r = r_0 + k_r'X$$

$$\text{para el filtro I, } i = -2.5 \log i_i + A_i \quad , \quad i = i_0 + k_i'X$$

A continuación pasamos a calcular el *coeficiente de extinción de segundo orden*. En este caso debemos utilizar dos estrellas patrón que estén muy próximas $<1^\circ$. Así pues la ecuación que utilizaremos será;

$$v = kv'' \quad (b - v)X + v_0$$

de igual modo para el resto de filtros;

$$b = kb'' \quad (u - b)X + b_0$$

$$r = kr'' \quad (v - r)X + r_0$$

$$i = ki'' \quad (r - i)X + i_0$$

Para la medición con el filtro U, existe un problema y puesto que se extralimita de las intenciones de este manual introductorio, os invito a consultar la bibliografía. Tan sólo diremos que como aproximación ku'' la consideramos igual a kb'' , siendo el error que introducimos de esta manera, para conocer el índice de color (U - B) de 0.03. Por otra parte debemos tener en cuenta que vamos a utilizar casi siempre el filtro V, únicamente para realizar mediciones fotométricas.

2. Cálculo de los *coeficientes de transformación*.

En este apartado, pasamos a calcular los coeficientes de transformación, que son únicos para nuestro sistema telescopio-filtro-fotómetro; estos coeficientes son necesarios para transformar nuestras medidas a las del sistema estándar UBVR. Si únicamente realizamos mediciones con el filtro V, el problema se reduce a lo calcular el coef. V, utilizamos la siguiente ecuación:

$$V = V(B - V) + v_0 + V$$

Lo más útil es utilizar un cúmulo, puesto que todas las estrellas se hallan muy próximas entre si el ángulo horario (H) es prácticamente el mismo, debemos tener en cuenta que si pudiésemos efectuar la medición de 8 estrellas, como mínimo, a la vez sería lo ideal ya que las condiciones no variarían nada en absoluto, por ello cuanto menos tiempo tardemos en efectuar nuestras mediciones, mejor. Así pues se trata de realizar un ajuste de la recta:

$$V - v_0 = V(B - V) + V$$

La pendiente de dicha recta será el coef. de transformación y la ordenada en el origen será el "punto origen" (V), en la literatura anglosajona "zero point". Para los filtros U, B, R e I tendremos entonces;

$$U - u_0 = (U - B) + u$$

$$B - b_0 = b(B - V) + b$$

$$R - r_0 = r(V - R) + r$$

$$I - i_0 = i(R - I) + i$$

El procedimiento empleado en el caso del filtro V se emplea, del mismo modo, con el resto de filtros para calcular sus respectivos coeficientes de transformación. Los "puntos origen" son unas constantes únicas para cada sistema telescopio-filtro-fotómetro, que incluyen todas las características necesarias para peculiarizar dicho sistema.

Cuando vayamos a traducir la magnitud de nuestra estrella variable, en un momento dado, a estándar nos encontramos con un problema y es el desconocimiento del valor estándar del índice de color necesario para calcular la magnitud estándar en un filtro dado. Situación ideal: que toda variable fuera periódica, que pudiéramos tener una efemérides muy exactas y que, para el momento en el que estamos, conociéramos el índice de color que, previamente, alguien había calculado. Situación real: elegimos el valor sin estandarizar, por ej. si es el caso sustituimos $(B - V)$ por $(b - v)_0$, este valor sí que lo podemos conocer

nosotros ya que lo hemos calculado para el instante dado para el cual calculamos la magnitud v_0 , es decir necesitamos utilizar ambos filtros; puesto que el valor del coef. de transformación es muy pequeño el error introducido de este modo será mínimo, también, aunque, lógicamente, acumulable. Al final todo dependerá de la variable que estemos observando y de si su índice de color dado, varía mucho entre el máximo y el mínimo de brillo, si varía muy poco también podemos escoger un valor medio del mismo, en este caso me refiero al valor estándar y así utilizar únicamente un filtro para nuestras mediciones.

Como vemos cuanta más precisión queramos conseguir con nuestro sistema, más complejo se convierte el proceso previo a las mediciones de variables.

OBSERVAR VARIABLES

En este apartado, hacemos comentario acerca de la información que podemos obtener a través de la curva de luz. El presente manual está dedicado a fotómetros que utilizan fotodiodos, así pues la magnitud a alcanzar es menor en un factor, dependiendo de modelos y de si enfriamos o no, de 2 a 4 más o menos, que con el fotomultiplicador: es por ello que nos veamos restringidos a estudios de menor grado, que no por ello significativos e importantes, sin embargo sí pueden ser llevados a cabo con cámaras CCD.

Cálculo de mínimos y máximos. Hemos dicho lo fundamental que es para el variabilista el trabajar en equipo: así pues lo preferible, a la hora de elaborar la curva de luz de una estrella, es contar con un gran número de observaciones; las observaciones están condicionadas por diversos factores a tener en cuenta, como son el propio observador, el lugar de observación, el instrumento, etc.; todo esto se traduce en una curva de luz con cierto *grosor*, es decir existe una dispersión de valores y por tanto debemos recurrir a la estadística para obtener un valor medio de la curva. Nuestra intención primera es calcular los mínimos y máximos que encontramos en nuestra curva; esta curva será simétrica o no simétrica, de cualquier modo recurriremos a ajustar mediante polinomios o por Fourier la zona próxima al máximo o al mínimo y después calculamos el máximo o mínimo utilizando el ajuste obtenido.

Cálculo de efemérides. Lo que se trata es establecer una relación mínimo-período predecir el siguiente mínimo o máximo al observado, este tipo de cálculo es únicamente aplicable, pues, a algunas pulsantes y a binarias eclipsantes. A continuación el período vendrá dado por la diferencia de tiempo del segundo mínimo menos el tiempo del primer mínimo. Siendo estos mínimos, mínimos idénticos, ya que en el caso de binarias podemos confundirnos y elegir el siguiente mínimo al elegido, en este caso no sería el siguiente sino el posterior a este, o sea, un mínimo idéntico.

Pasamos a calcular la predicción de posteriores mínimos: para ello utilizaremos el día juliano heliocéntrico (HJD); la razón de ello estriba en el hecho que ya comentamos en el apartado de metodología, aunque en este caso de utilizar el día juliano para distintas épocas podemos errar en el cálculo de mínimos; el HJD se calcula mediante las siguientes ecuaciones:

$$\text{HJD} = \text{JD} + t$$

$$t = -0.0057755 ((\cos \delta \cos \alpha) X + (\tan \delta \sin \alpha + \cos \delta \sin \alpha) Y)$$

donde X e Y son las coordenadas rectangulares del Sol para el día de observación, y son las coordenadas de la estrella y, $\delta = 23.45$ la oblicuidad de la eclíptica; las coordenadas X e Y las podemos obtener en las efemérides o calcularlas nosotros mismos, para ello os remito

a la bibliografía. Una vez conocido el HJD podemos corregir los tiempos de mínimo y en consecuencia el período, al final obtenemos que el siguiente mínimo será:

$$t = \text{HJD0} + T$$

donde HJD0 es el día juliano heliocéntrico, para el cual hemos calculado un mínimo, T será el período obtenido a partir de la diferencia de dos mínimos idénticos consecutivos.

Debemos recordar que el tiempo de mínimo calculado será en HJD, debemos corregirlo para JD, restándole al HJD el valor t para ese día. El uso del HJD no es necesario si estamos ante períodos muy pequeños, como pueden ser de unas horas o unos pocos días. A continuación la ecuación para calcular futuros mínimos de brillo será:

$$t_{\min} = t_0 + T \cdot n$$

donde t_{\min} serán las fechas de mínimo siguientes a la fecha de mínimo t_0 , T será el período calculado y $n = 1, 2, \dots$ cualquier número entero mayor de 0; si ponemos 1 calcularemos el primer mínimo a continuación del que calculamos nosotros, 2 será el segundo mínimo, etc.

Haciendo uso de esta ecuación podremos hacer un seguimiento *a posteriori* acerca de los cambios en el período que sufra el sistema o la variable en concreto, ya que este método es también aplicable a variables con períodos definidos. Para ello está el siguiente apartado.

El diagrama O-C. Se trata de un diagrama en el que se representa la diferencia entre el tiempo de mínimo observado y el computado para ese momento determinado por la ecuación obtenida en el apartado anterior, esta diferencia (O-C) la podemos expresar en días, frente al número de días que han pasado respecto al día para el cual se obtuvo. Este diagrama puede presentar diversas formas: puede formar una única línea recta, con algo de dispersión ya que el período no lo conoceremos con total exactitud, esta única recta puede tener una pendiente nula, es decir, permanecer en (O-C)= 0. También pueden aparecer líneas rectas con pendiente, en este caso se trata de un error acumulativo y que no se había supuesto, al cabo de cierto tiempo observaremos cómo la recta va adquiriendo cierta pendiente que será positiva o bien negativa: en el primer caso el período calculado C sería menor del observado y en el segundo caso sería al contrario, de manera continua; cabe señalar que el caso que estamos tratando es el de variables de período constante.

En este último caso la manera de corregir nuestro período mal calculado consiste en volver a realizar una buena medida de dicho valor C para el período.

¿Cuándo sabremos que el período de nuestra estrella está variando realmente y no es debido a un mal cálculo, por nuestra parte, de su período?: en este caso observaremos cómo en vez de ser rectas son curvas las líneas que aparecen en el diagrama (O-C).

Más información. En la curva de luz de cuásares o objetos BL Lac, es posible calcular el tamaño máximo del agujero negro que existe en el interior de estos objetos, al igual que su masa; para más información os invito a consultar un artículo que he escrito acerca de estos objetos, que está disponible en el web de AVA (no oficial). En algunas variables, como las Beta Cephei o las RR Lyrae (efecto Blazhko), observamos cómo se solapan diversos modos de pulsación a través de unas deformaciones en las respectivas curvas de luz; para descubrir las frecuencias individualmente recurrimos a la transformada de Fourier.

PROGRAMA DE FOTOMETRÍA CCD

El programa que hemos preparado tiene como función principal el servir de apoyo a las *observaciones visuales* en su mayor parte. Por ello, nuestra intención no es otra que preparar un programa “piloto” para comprobar, además de “entrenar”, a todos aquellos que se inician en este nuevo método. Por otra parte, pretendemos comprobar la efectividad de cara a afrontar nuevos retos. La precisión en las medidas quedará, pues, entorno a 0.1m.

Únicamente nos será necesario conocer el valor del coeficiente de extinción de primer orden, para obtener la magnitud extraatmosférica, mientras que el coeficiente de extinción de segundo orden, dada la precisión deseada para nuestras mediciones del brillo, es despreciable. Sólo deberemos, pues, calcular los coeficientes de transformación para cada filtro, quedando una sencilla relación, los cálculos pertinentes a realizar los encontraréis, en el Apéndice I.

GLOSARIO DE TÉRMINOS

-Magnitud: escala logarítmica por la cual se mide el brillo de cualquier objeto celeste y que va al contrario que la mayoría de las escalas: es decir, una estrella de magnitud 1 es más brillante que una de magnitud 3 y menos brillante que una de -1: números negativos astros brillantes, números positivos astros más débiles a medida que el número es mayor. El razonamiento matemático parte del hecho que entre una estrella de magnitud 1 y otra de magnitud 6 (5 magnitudes de diferencia) existe una diferencia de brillo de 100 veces, por lo cual cada salto de magnitud (incremento o decremento de brillo) entre una magnitud y la siguiente es 2,511886432 veces, constante que es exactamente la raíz quinta de 100. Una tabla nos lo muestra mejor:

1 magnitud	2,5118	6 magnitudes	251,1886
2 magnitudes	6,3095	7 magnitudes	630,9573
3 magnitudes	15,849	8 magnitudes	1.584,89
4 magnitudes	39,810	9 magnitudes	3.981,07
5 magnitudes	100,00	10 magnitudes	10.000,0

Para saber cuántas veces brilla un astro más que otro podemos emplear la fórmula:

$$2,511886432^n$$

en donde **n** indica la diferencia de brillo (en magnitudes) entre una estrella y otra; de este modo un astro de magnitud 6,2 y otro de magnitud 7,5 tienen entre ellos una diferencia de 1,3 magnitudes por lo cual el más brillante luce exactamente:

$$7,5 - 6,2 = 1,3 \text{ magnitudes} \rightarrow 2,511886432^{1,3} = 3,3113 \text{ veces más.}$$

-Curva de luz: representación gráfica de la oscilación de brillo de una variable o de cualquier objeto que muestre variación de su luminosidad; se suele representar el transcurso de los días en el eje x y el cambio de la magnitud en el eje y.

-Ascensión Recta: abreviada α ; una de las coordenadas por la cual se localiza, a partir del punto Aries, la posición de cualquier objeto en el cielo; se mide en horas, minutos y segundos de tiempo. Este valor está comprendido entre 00h 00m 00s y 23h 59m 59s.

-Declinación: abreviada δ ; una de las coordenadas por la cual se localiza la posición de cualquier objeto en el cielo a partir del Ecuador Celeste en sentido Norte o Sur, se mide en grados, minutos y segundos de grado. Estos valores pueden oscilar entre declinación +90 grados (89° 59' 59") y declinación -90 grados (-89° 59' 59").

-Cefeidas: tipo de estrellas variables pulsantes que guardan una estrecha relación entre su magnitud y la distancia a la que se encuentran. El prototipo es Delta Cephei.

-Día Juliano: calendario que sólo lleva la cuenta de los días a partir de su origen el 1 de enero del 4713 antes de Cristo; en este sistema de cómputo el día comienza a las 12 del mediodía y termina a las 12 del mediodía del día siguiente, por lo que durante la noche no se produce cambio de fecha. El 1 de enero de 1997, a las 12 del mediodía, corresponde el comienzo del día juliano 2.450.450.

BIBLIOGRAFÍA

- Petit, M., "Les étoiles variables", Ed. Masson.
- Glasby, J. S., "Variable stars", (1969), Harvard University Press.
- Tsesevich, V. P., "Eclipsing variable stars", Halsted Press.
- Percy, J. R., "The study of variable stars using small telescopes", (1986), Cambridge University Press.
- Kurkanin, B. V. et al., "General catalogue of variable stars", (1969), Moscú.
- Jaschek, C., Jaschek, M., "The classification of stars", (1987), Cambridge University Press.
- Hall, D., Genet, R., "Photoelectric photometry of variable stars", (1982), IAPPP.
- Henden, A. A., "Astronomical photometry", (1982), Van Nostrand Reinhold.
- Golay, M., "Introduction to astronomical photometry", (1974), Reidel D. Publications Co.
- Wood, F. B., "Photoelectric astronomy for amateurs", (1963), Macmillan.
- Sterken, Chr., Manfroid, J., "Astronomical Photometry, A Guide", (1992), Kluwer Academic Publishers.
- Irwin, J. B., "Astronomical techniques", (1962), University of Chicago Press.
- Rubén García, Jaime, "Estrellas variables", (1990), Equipo Sirius S. A.
- Ridpath, Ian, "Norton's 2.000 Star Atlas and reference handbook", (1991), Longman Scientific & Technical.
- Buil, Ch., "CCD Astronomy", Willmann-Bell, Inc.

APÉNDICE I

Coefficientes de transformación CCD.

Vicente Soldevila.

Primavera 1997

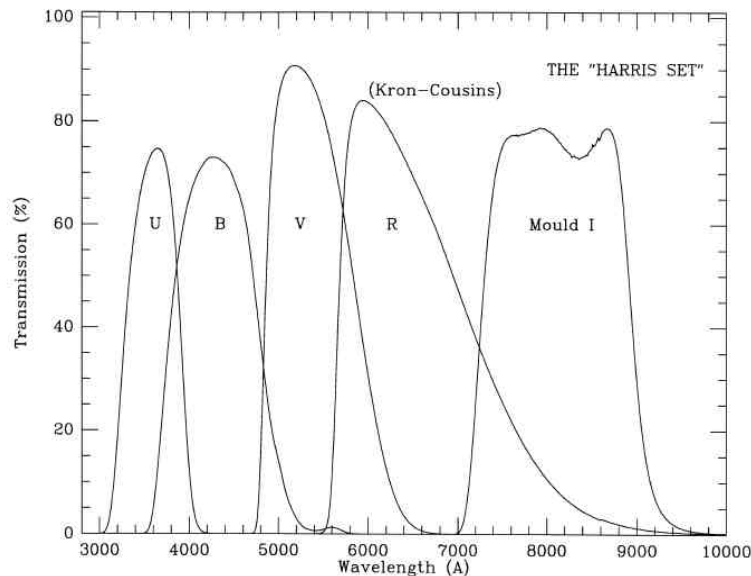
I. Introducción.

La utilización de dichos métodos en la *AVE* tiene la intención de combinar las observaciones de varios observadores en diferentes lugares y bajo condiciones distintas y tiempos, para formar una curva de luz integrada que resulte útil. Esta curva de luz es difícil de obtener para un observador que esté aislado. Cada observación es una parte importante de la curva de luz. Por este motivo es esencial que cada observador trabaje de la forma más metódica y efectiva posible.

Debido a que cada chip CCD, cada telescopio y cada filtro tienen una respuesta al color distinta, es preciso que los datos obtenidos se transformen a un sistema estándar que representaría esta secuencia de datos si la correlación al sistema estándar fuera perfecta. Por fortuna, si se tiene cuidado en las transformaciones, nuestras curvas de luz compuestas pueden estar muy bien definidas. El procedimiento que se describe abajo de estas líneas nos muestra como determinar los coeficientes de transformación que se emplearán antes de ser enviados y reducidos por el comité CCD.

II. ¿Por qué motivo se necesitan los coeficientes de transformación?

El sistema de filtrado Johnson y Cousins *UBVRI* se considera como sistema de banda ancha. Esto significa que los filtros poseen un ancho de banda o paso de banda del orden de los 100 nanómetros y su longitud de onda efectiva dependerá de la distribución espectral de la energía de la estrella. Los pasos de banda usando la prescripción Bessell (1990, *PASP*, 102, 1181) para los filtros se describen en la figura.



El número de conteos registrados para cada estrella en las imágenes estará determinado por la luz que esta estrella emita y que es refractada (o reflejada) por el

telescopio; llegando ésta al filtro que se esté empleando y finalmente al chip CCD (lo que quede de ésta). Cada chip CCD tiene una respuesta espectral diferente, incluso los chips del mismo tipo y marca. Además, es necesario encontrar las correcciones que se han de hacer para transformar los datos a un sistema estándar de magnitudes.

Como ejemplo, se observan dos estrellas en el mismo campo con una $V = 10.52$ con el filtro V para obtener la magnitud diferencial con respecto a una tercera estrella situada en el campo. Si las dos estrellas de la magnitud 10.52 tuvieran diferentes colores, lo que se obtendría sería un par de valores diferentes para esta magnitud diferencial. Para transformar las magnitudes a un sistema estándar, se necesitan saber dos cosas:

- I. El color de las estrellas
- II. El efecto de ese color en la magnitud diferencial obtenida..

Se tiene un color diferencial instrumental $L(v - r)$ y una magnitud instrumental diferencial L_v . En primer lugar es necesario conocer como el color diferencial instrumental se relaciona con el color verdadero, y después conocer como el instrumental diferencial v se relaciona con el verdadero diferencial V . También es imprescindible observar al menos dos colores. Por ejemplo, si se observa con los filtros V y R, se podría emplear T_{vr} para transformar el color diferencial instrumental $L(v - r)$ a un color diferencial estándar $L(V - R)$. Posteriormente, se emplearía este color diferencial estándar y T_v para encontrar la magnitud estándar de cada una de las estrellas seleccionadas. Si en lugar de observar con el filtro V y R, se usa habitualmente el R y el I, entonces se utilizarán los coeficientes T_{ri} y T_r .

Si T_v y T_r son exactamente cero y T_{bv} , T_{rv} , y T_{ri} son exactamente 1, entonces el sistema concuerda con el Sistema Estándar. Esto no es probable que suceda, aunque deben de acercarse a los valores arriba mencionados. Abajo se describe cómo determinar los coeficientes de transformación. El procedimiento de como enviarlos se describe abajo y se efectúa mediante la cumplimentación de un reporte para la sección. El método que ahora se describe utiliza fotometría diferencial, por lo que no es imprescindible el contar con una noche fotométrica perfecta. Sin embargo, el procedimiento ha de ser repetido durante varias noches para conseguir las medidas mas precisas que se puedan conseguir. Cuantas más observaciones se obtengan, mas estrellas se usen y mayor sea la diferencia en el color de las candidatas, mas probabilidades hay de que los coeficientes de transformación sean mas precisos. Para lograrlo, se necesita un juego de filtros estándar (con el V y el B convenientemente bloqueados en el IR), y se observa con la ayuda de por lo menos 2, aunque es mejor que éstos sean los filtros BVRI, dirigiendo el telescopio hacia un campo estándar.

III. Procedimiento para determinar los coeficientes de transformación.

Se adoptará el asterismo "Dipper" en el cúmulo abierto M67 como el campo de transformación estándar. AR: [1990] 08h 50m 32s Dec: [1990] 11° 52' 24". Este campo ha sido bien estudiado y posee un gran número de estrellas bien calibradas en un campo relativamente pequeño. Cada Primavera, se deberá de observar entre 10 y 12 veces y durante noches de buena calidad este campo para "re-determinar" los coeficientes de transformación. Debido a que este campo está en las 9h de ascensión recta, no es observable durante los meses de verano y otoño. Por ello, hemos provisto de unos cuantos campos adicionales para observar en otras épocas del año, pero que deberán de compararse con M67 cuanto antes. Los coeficientes de transformación que se obtengan cambiarán ligeramente con el tiempo, por lo que habrá que calcular nuevos valores cada año.

Cada noche que se observe un campo estándar, se han de tomar varias imágenes en cada uno de los filtros con los que se pretenda observar para las observaciones de estrellas variables. Estas imágenes se habrán de obtener cuando estos campos estándar estén

situados a una altura radial considerable. La exposición ha de ser lo suficientemente larga pero sin saturar la estrella más brillante, es decir, el sistema ha de tener todos los conteos necesarios para llenar los pixels sin que el blooming afecte la imagen formada. Las imágenes han de ser procesadas mediante el método habitual, sustrayendo el "bias frame" y el "scaled dark frame" de cada imagen y dividiendo esta por un "bias" y un "dark-corrected flat field" para el filtro que corresponda. Una vez que se haya hecho esto, el siguiente paso será la obtención de los datos fotométricos. Se ha de hacer la fotometría de las estrellas de calibración.

La extinción atmosférica no será un problema, puesto que se realizará en este caso fotometría diferencial, situándose el campo estándar y las estrellas del programa en la misma masa de aire.

IV. Ecuaciones usadas en las transformaciones.

Ya que lo que buscamos es una precisión del orden de 0.1 mag, el método empleado asumirá una relación lineal. Un método más sofisticado es descrito en Da Costa. Los coeficientes de transformación básicos de Hardie se determinan de ecuaciones similares a las siguientes:

$$r_0 = r - k r' X - k r'' (r - i) X$$

$$(r - i)_0 = (r - i) - k r i' X - k r i'' (r - i) X$$

donde r_0 y $(r-i)_0$ están corregidas para la extinción atmosférica, y:

$$R = r_0 + Tr (R - I) + Cr$$

$$(R - I) = Tri (r - i)_0 + Cri$$

Las magnitudes instrumentales se enumeran mediante minúsculas y las magnitudes estándar se enumeran mediante mayúsculas. La masa de aire queda designada mediante X , y los coeficientes de extinción de primer y segundo orden mediante k y k'' . Los coeficientes de transformación están dados por Tr etc.

Debido a que se hará fotometría diferencial, cuando calculemos la diferencia entre los valores R para dos estrellas diferentes, el coeficiente de extinción de primer orden y los puntos cero quedarán de la siguiente forma:

$$R = r - Kr'' X (r - i) + Tr (R - I)$$

$$(R - I) = Tri (r - i) - Tri kri'' X (r - i)$$

donde L implica la diferencia entre los valores para dos estrellas diferentes. Asumimos que los coeficientes de extinción de segundo orden son lo suficientemente pequeños como para ignorarlos.

V. Los cálculos.

Se han de determinar los colores instrumentales de $b-v$, $v-r$ y $r-i$ para cada estrella de calibración de los valores instrumentales de b , v , r e i . Se han de dibujar los siguientes gráficos:

<i>Estándar</i>	<i>Instrumental</i>	<i>Pendiente</i>
B-V	b-v	La pendiente es $1/Tbv$
V-R	v-r	La pendiente es $1/Tvr$
R-I	r-i	La pendiente es $1/Tri$
V-R	V-v	La pendiente es Tv
R-I	R-r	La pendiente es Tr

Siempre es buena práctica dibujar los gráficos obtenidos para ver con claridad si la línea es recta y si existen puntos de discrepancia que deberían de ser repasados. Si la gráfica parece correcta, se ha de obtener la aproximación a una línea recta por el método de los mínimos cuadrados para cada uno de los cinco gráficos. Se puede emplear cualquier calculadora con regresión lineal o un programa en el ordenador; si se carece de ordenador, entonces la ecuación es:

$$M = \frac{N \sum X_i Y_i - \sum X_i \sum Y_i}{N \sum X_i^2 - (\sum X_i)^2}$$

Se han de calcular los coeficientes de transformación de la pendiente de cada línea. Nótese que debido a que hemos empleado magnitudes estándar (valores conocidos) para X y las magnitudes instrumentales (desconocidas) para Y, se ha de invertir la gráfica para determinar los valores de Tbv, Tvr y Tri.

Referencias:

DA COSTA, *Basic Photometry Techniques in Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques*, ed. Steve Howell, ASP Conference Series, Vol. 23, 1992, p. 90)

HARDIE (Hardie, in *Astronomical Techniques*, ed. W. A. Hiltner (U. of Chicago Press), p. 178.

APÉNDICE II

LA EXTENSIÓN IR DEL SISTEMA UBV. ESPECIFICACIONES KRON-COUSINS.

Sección CCD del AVE.

El sistema más común a la hora de trabajar con cámaras CCD es el sistema Kron-Cousins UBVRI. Difiere de la extensión IR del sistema Jhonson UBVRI, por lo que no debe de confundirse bajo ningún concepto. Las especificaciones del sistema UBVRI se describen en las siguientes líneas con más exactitud. En cuanto a la extensión Jhonson, y si queremos convertir las medidas de un sistema a otro, nos tendremos que atener a una de las relaciones existentes entre sistemas de referencia fotométrica. El puente existente entre ambos sistemas se describe de la siguiente manera (Jhonson con el índice “j” y Cousins con el “c”):

$$V_c = V_j$$

$$(V - I)_c = 0.713(V - I)_j \quad (V - I)_j < 0$$

$$(V - I)_c = 0.778(V - I)_j \quad 0 < (V - I)_j < 2$$

$$(V - I)_c = 0.835(V - I)_j \quad 2 < (V - I)_j < 3$$

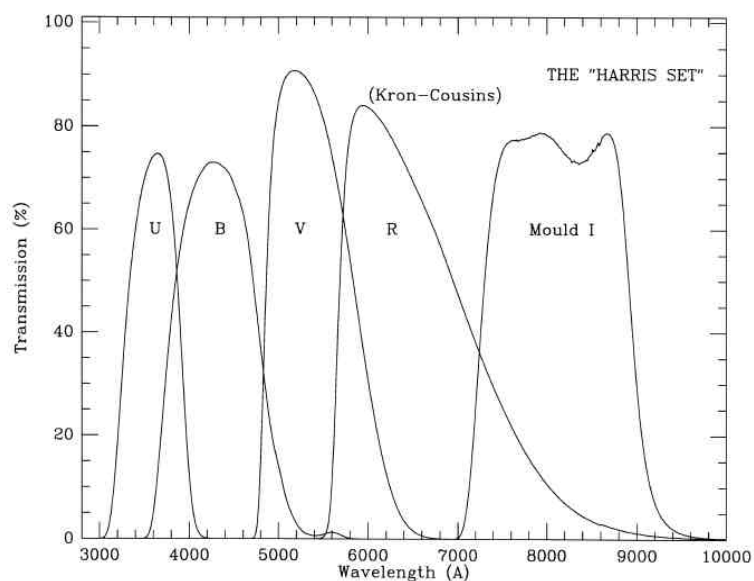
$$(R - I)_c = 0.856(R - I)_j + 0.025$$

$$(V - R)_c = 0.73(V - R)_j - 0.03 \quad (V - R)_j < 1$$

$$(V - R)_c = 0.62(V - R)_j - 0.08 \quad 1 < (V - R)_j < 1.7$$

Sin embargo, ha existido cierta confusión a la hora de emplear un sistema u otro. La dispersión de los datos es inherente de ambos sistemas, por lo que un sistema no es mejor que otro. No olvidemos que la atmósfera juega un papel fundamental en la forma de la curva de luz para el filtro U, para el R y para el I. La atmósfera puede arruinar una sesión de observación si no andamos con cuidado. El filtro U tiene un paso “teórico” de 300 nanómetros, pero en la práctica esto no es así. El grosor y la masa real de la atmósfera, el grosor del filtro y también el grosor de las lentes que conforman un objetivo pueden reducir drásticamente la cantidad de radiación UV. De la misma manera, la mayor parte de la radiación que incide en las capas altas de la atmósfera queda dispersa por la acción de las moléculas de vapor de agua en las comprendidas entre los 600 y los 1100 nm para los filtros R e I. Si suponemos que tenemos una visibilidad muy buena, incluso la transmisión de la de los 760 nm se ve fuertemente dependiente de la masa de aire. Una masa de aire de 2 transmite un 45% de luz a esa , mientras una masa de aire de 1...; transmite un 45%...!! Para el sistema Kron-Cousins, existe un grave impedimento a la hora de observar en ciertas bandas, producto de la sequedad del aire en el lugar de observación.

En cuanto a la extensión IR del sistema Kron-Cousins, la intención de los fabricantes de este tipo de filtros es la de aprovechar al máximo la eficacia de la respuesta IR de la silicona CCD. Los pixels tienen la ventaja de ser muy eficientes a la hora de captar estas longitudes de onda más largas.



Filtros de *Murnagan Instruments*, comúnmente usados para fotometría CCD.

Banda:	U	B	V	R	I
Transmitancia	360	440	550	650	800
Ancho de banda	70	100	90	100	150

En el pico de transmitancia. (Tpk, Transmittance Peak en nm)
 Ancho de banda (Transmittance Peak)

Bessel M.S. 1979, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, Vol 91, p. 589; Cousins A.W. 1973, Mem. R.A.S. Vol 77, p. 233; Cousins A.W. 1976, Mem R.A.S. Vol 81, p. 25; Cousins A.W. 1978, *Mon. African Astron. Obs. Circ.* Vol 1, p. 234.

APÉNDICE III

Direcciones de correo, correo electrónico y URL de interés:

Asociación de Variabilistas de España (A.V.E.)

Apartado de Correos N° 22
35017 TAJIRA ALTA (Las Palmas de Gran Canaria)
ESPAÑA

Sede central: Las Palmas de Gran Canaria

URL: <http://ccdis.dis.ulpgc.es:8086/AAGC/aagc.html>
Coordinador General y Comité obs. visuales: Máximo Suárez
e-mail: G650359@cicei.ulpgc.es

Sede fotometría fotoeléctrica y CCD; València

URL: <http://www.ctv.es/USERS/soldevil/goev.html>
Coordinador Comité CCD y fotoeléctrica: Miguel Regalado
e-mail: regalado@alufis34.ffisic.uv.es
Coordinador Adjunto: Vicente Soldevila
e-mail: soldevil@ctv.es

Sede Publicaciones; Cáceres

URL: <http://policc.unex.es/ocio/caceres/astronomia>
Coordinador Comité Publicaciones: Francisco A. Violat Bordonau
e-mail: violat@olanaet.net

