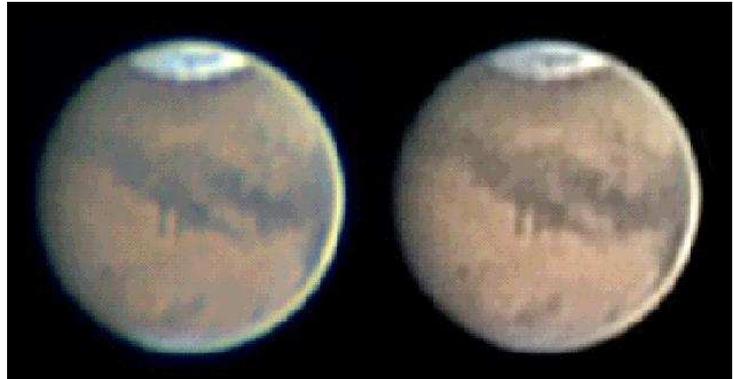


Introducción a los Sistemas Fotométricos de Banda Ancha en Astronomía

Oliver Christopher López, olichris26@gmail.com
 Sociedad Venezolana de Aficionados a la Astronomía

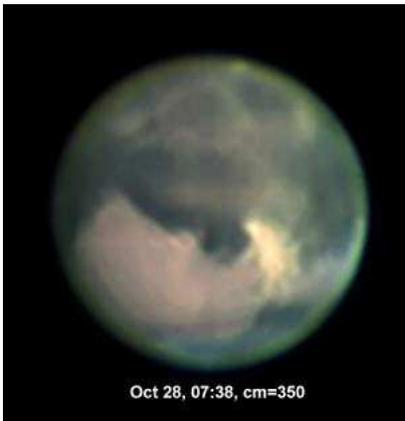
No siempre necesitamos que toda la luz que llega de un objeto entre al sensor, y por diversas razones hay que seleccionar una banda de color específica. Los filtros dejan pasar solo la luz que queremos y en la cantidad necesitada. En el caso de fotografía planetaria, si queremos ver lo más detallada posible la superficie de Marte, debemos usar un filtro rojo o IR. Esto sucede porque la luz azul y verde que llega a él desde el Sol, es reflejada por su atmósfera, pero la luz roja e IR penetra mejor la atmósfera y rebota contra la superficie, por eso, para los detalles en la superficie, es recomendable un filtro rojo o IR en el detector, los detalles atmosféricos son azul-verde.



Sin Filtro

Con Filtro Rojo

Vemos que en las imágenes superiores del Marte del **01/08/2003** obtenidas por la **Commission des observations planétaires** de la [Société Astronomique de France](http://www.societe-astronomique-de-france.org) se ve que con el filtro rojo, no aparecen los reflejos azules de su atmósfera, apreciándose detalles más finos que en la imagen sin filtro, ahora bien, poniendo por el contrario un filtro azul podemos ver los detalles de su atmósfera. En la imagen inferior tomadas por **Clay Sherrod** desde el **Arkansas Sky Observatory** con un telescopio reflector **RC 40 cm**, f 32, se ve claramente la atmósfera de color verdosa.



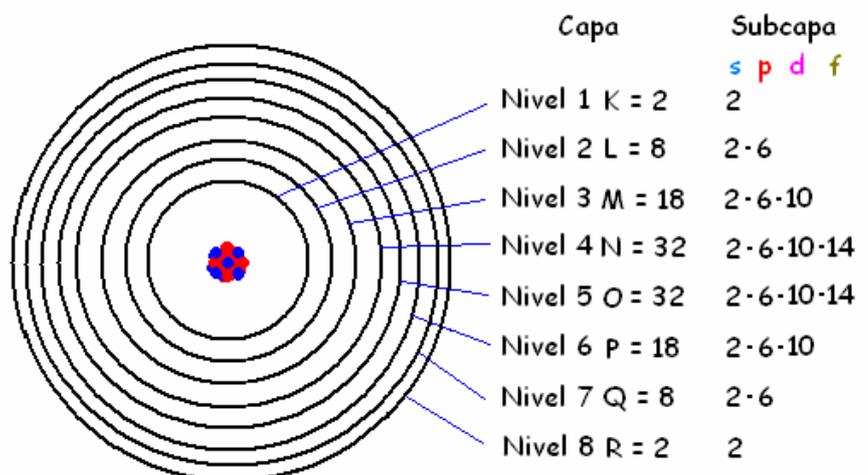
Oct 28, 07:38, cm=350

Los filtros son accesorios indispensables para aumentar el contraste de los detalles planetarios, a menudo tan sutiles que resultan muy difíciles diferenciarlos sin su ayuda. Para un observador serio es necesario disponer de una colección bien escogida de filtros. Este hecho se da también en las nebulosas, si queremos ver las estrellas en su interior, debemos hacerlo en luz IR (infrarroja), la cual atraviesa el polvo y el gas de la nebulosa desde adentro, y llega hasta nosotros mostrándonos información acerca de objetos y estructuras que se encuentran en el interior. Ahora bien, para mediciones **fotométricas** se nos presenta un problema, tenemos que saber que parte del infrarrojo, o del rojo o verde según sea el caso, deja pasar un filtro. Porque existen filtros con múltiples matices de un mismo color.

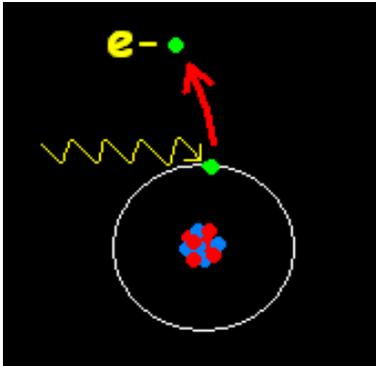
La luz se origina por procesos que ocurren en las partículas que forman los átomos, la intensidad del proceso determina la energía liberada y es proporcional a su temperatura, y dependiendo de la temperatura será color de la luz emitida.

Un átomo está compuesto por tres de estas partículas: dos de ellas, **protones** (partículas positivas), y **neutrones** (partículas neutras) forman el núcleo, y girando en ocho capas de orbitas que tienen distancias diferentes al núcleo, están los **electrones** (partículas negativas). Según el **Principio de Exclusión de Pauli**, cada capa de electrones en un átomo, soporta un número determinado de estos.

Cada capa de electrones a su vez está constituida por subcapas denominadas: (**s p d f**) con niveles de



energía ligeramente distintos, y que se hallan separadas entre si, de tal modo que una subcapa, por ejemplo: (la más interior de la capa **M**), puede estar más lejos del centro que la subcapa más interna de la capa **N**).

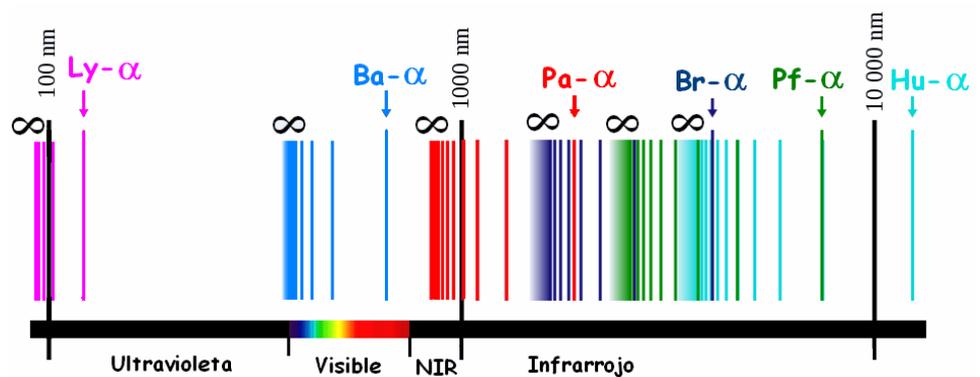


Si por ejemplo: un electrón de un átomo del gas de una nebulosa, recibe radiación ultravioleta de una estrella cercana, este se va a cargar por haber absorbido esta energía, y al tener mas energía que en su estado de equilibrio, pasa a una orbita mas alejada (figura izquierda), ya que los electrones de mayor energía están en las capas mas exteriores, pero el átomo por naturaleza volverá a su estado de equilibrio en un tiempo brevísimo ~ diez millonésima de segundo, por tener mas energía negativa que positiva, emitiendo el exceso de energía en forma de fotones (luz), volviendo así a su capa correspondiente, donde puede girar alrededor del núcleo sin radiar energía, quedando el átomo en equilibrio. A este estado se le conoce como **Nivel Fundamental**.

Cuando un átomo esta cargado mas allá de su nivel fundamental se llama **Ion** (Átomo Excitado o Cargado), si tomamos como ejemplo el **Átomo de Hidrogeno**, solamente en el, pueden haber múltiples procesos que lo cargan de energía y lo hacen regresar a su nivel fundamental. Estos procesos se catalogan en series, según la distancia del salto del electrón entre las diferentes capas. Cada serie de procesos libera fotones de diferente energía, lo cual proporciona al fotón colores diferentes, los cuales corresponden a determinadas regiones en el espectro (ver imagen). Veamos algunas de estas series de procesos:

La Serie de Lyman: corresponde a transiciones hacia el 1er nivel (primera orbita), este es el nivel de energía más bajo o fundamental, y debido a que los fotones emitidos en un salto tan largo tiene mucha energía, sus fotones son ultravioleta, por esto, las líneas de emisión de estos fotones están en la zona ultravioleta del espectro (no visibles al ojo humano) **L α 121,567 nm**, **L β 102,518 nm**. Al rededor de los **91,1 nm**, las líneas están demasiado juntas para poder distinguirlas y se expresa con “ ∞ ”, ver las imágenes derechas.

de estos fotones están en la zona ultravioleta del espectro (no visibles al ojo humano) **L α 121,567 nm**, **L β 102,518 nm**. Al rededor de los **91,1 nm**, las líneas están demasiado juntas para poder distinguirlas y se expresa con “ ∞ ”, ver las imágenes derechas.



La Serie de Balmer: implica transiciones de mediana energía (hacia en 2do nivel), aquí para el átomo volver a su estado de equilibrio, el electrón debe regresar a la segunda capa, pero dependiendo de la capa desde donde salte hasta la segunda (flechas azules) la energía emitida será distinta **H δ H β H α** , y por consiguiente su color y longitud de onda expresada en **nm** (Nanómetros). El ojo puede ver desde ~ **400,0 nm** (luz azul) hasta ~ **720,0 nm** (luz roja).

La Serie de Paschen: es la menos energética de estas tres series porque el salto es muy corto, hacia el 3er nivel (tercera orbita), por lo tanto los fotones liberados están en la zona infrarroja del espectro mas allá de 820 nm (0.82 micras “ μ m”) tampoco visible al ojo humano.

[Aquí](#) se puede ver una animación de los niveles de energía del hidrogeno.

Serie de Paschen

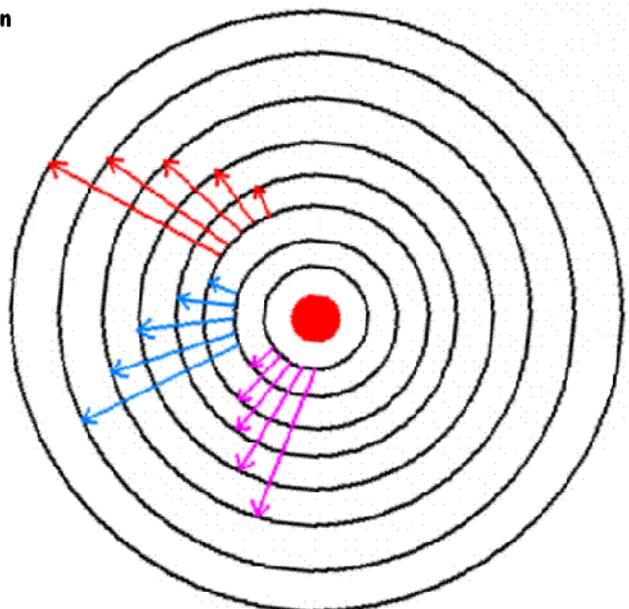
α 1875 nm
 β 1282 nm
 γ 1094 nm
 δ 1000 nm
 954 nm
 ∞ 820 nm

Serie de Balmer

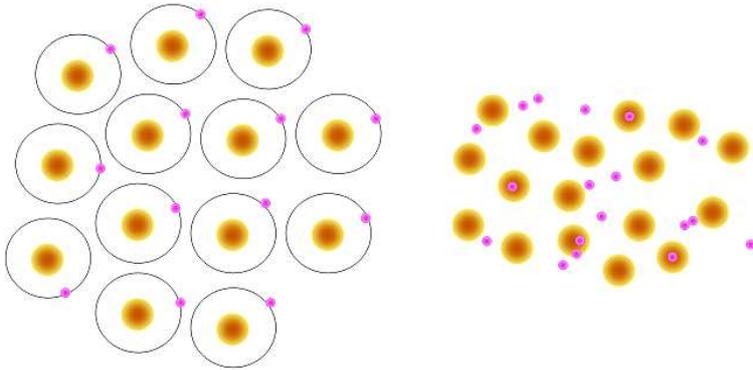
α 656,3 nm
 β 486,1 nm
 γ 434,0 nm
 δ 410,2 nm
 397,0 nm
 ∞ 365,0 nm

Serie de Lyman

α 121,567 nm
 β 102,518 nm
 γ 97,202 nm
 δ 94,9 nm
 93,7 nm
 ∞ 91,1 nm



Ahora bien estas emisiones de fotones en longitudes de onda específica, se presenta en los gases a baja presión de las nebulosas, o en los vapores de elementos en la atmósfera de las estrellas, donde los átomos y moléculas individuales pueden vibrar libremente, interaccionando de manera aislada según su salto de nivel de energía. Pero el gas esta tan comprimido debido a la gravedad en el núcleo de las estrellas, que próximo a los **100.000 K**, las colisiones entre los átomos son tan vigorosas que la ionización es total, disociándose los electrones de los núcleos atómicos "**Plasma**". Al ocupar estos átomos menor espacio, por no permanecer los electrones en sus capas, la densidad es **50.000** veces mayor que la de un **Sólido**, por esto su propiedades son similares al metal, que al ser conductor y estar rotando, produce un campo magnético. Los electrones al estar liberados de sus orbitas, pueden absorber e irradiar fotones de cualquier longitud de onda, produciéndose

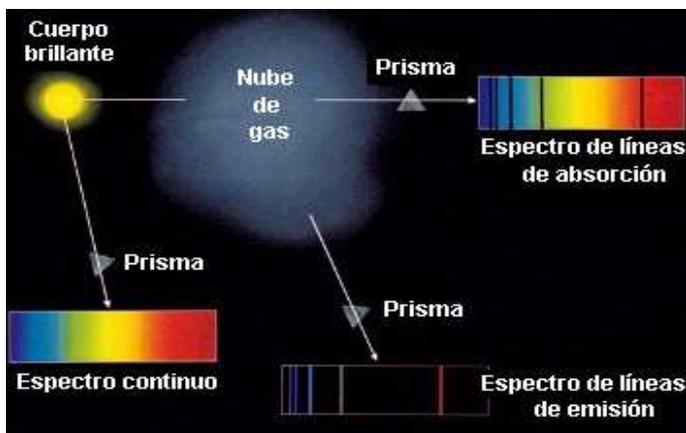
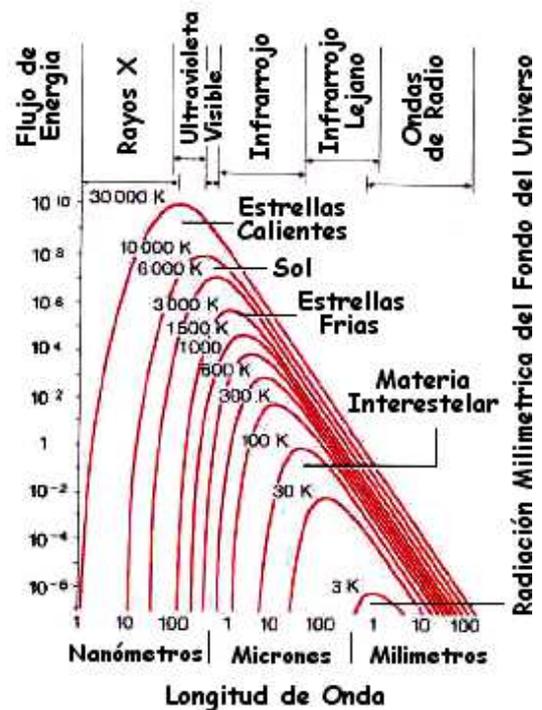


saltos en los electrones en una infinidad de niveles por poder ocupar estos cualquier sitio, al encontrarse a múltiples distancias los unos de los otros. Esto les permite absorber también energía de otras partículas que transitan por sus cercanías.

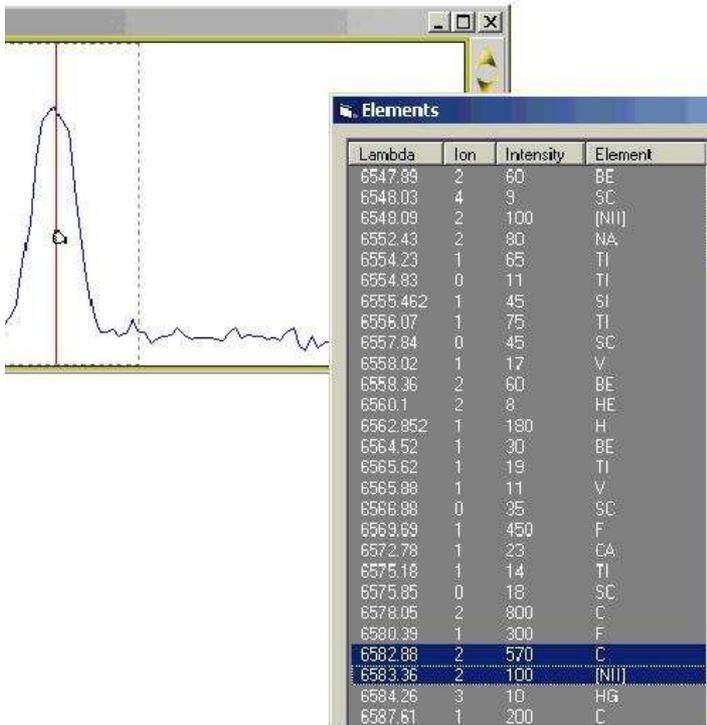
El producto de esto es la emisión de fotones en todas las longitudes de onda, abarcando todos los colores en el espectro ininterrumpidamente con un pico de mayor intensidad determinado exclusivamente por la temperatura de la agitación térmica de los átomos, así que estableciendo la longitud de

onda del pico de intensidad en el continuo, de la parte visible de la estrella, se puede establecer la temperatura de dicha superficie. Este fenómeno también ocurre cuando los átomos organizados en "**Estado Sólido**", los electrones de las orbitas exteriores realizan transiciones no solo dentro de los orbitales de su propio átomo, sino también entre las orbitas de los átomos vecinos, por esto los sólidos al calentarse a la misma temperatura producen iguales **Espectros Continuos** de color ininterrumpido con pico de intensidad en la misma longitud de onda, como cuando calentamos un metal, que este comienza a brillar en el rojo, luego amarillo hasta el blanco, etc. En la imagen derecha se puede ver las **Curvas de Planck** indicadores del pico según la temperatura.

Entonces dependiendo del estado en que se encuentre un elemento (Sólido o Gas) su espectro puede ser **Continuo**, o de **Emisión**. Cuando la luz de un espectro continuo de una estrella, pasa a través de sus capas mas superficiales, y de su atmósfera, que no están en estado sólido sino gaseoso, estos gases y vapores absorben radiación del espectro continuo en determinadas longitudes de onda, y veremos líneas oscuras en las zonas del espectro en la que se ha absorbido energía, generándose un espectro con líneas de **Absorción**.



Según la **Ley de Kirchhoff**, Todo cuerpo absorbe las mismas radiaciones que es capaz de emitir porque los intervalos de energía en átomos de un mismo elemento son los mismos (en emisión o absorción de fotones), mostrándose estos en las mismas longitudes de onda. Así que conociendo que luz absorbe la atmósfera podemos saber en que longitud de onda podría emitir y conocemos que elemento químico es.



Hay programas que con solo introducir la imagen del espectro en el mismo, nos señala el nombre de los elementos de cada línea, su intensidad en porcentaje, y donde dice **Lambda**, la longitud de onda a que corresponde con altísima precisión, **imagen izquierda**. La longitud de onda se señala siempre en **ángstrom** o en **nanómetros**, **6.000** ángstrom son **600** nanómetros, un nanómetro es la milésima parte de una **micra** o la millonésima parte de un **metro**. Pero no se necesita llegar al análisis espectral para obtener datos de valor científico, aunque hay aficionados que lo practican con éxito.

Con esto sabemos que: un fotón de una longitud de onda de **430 nm** (luz azul-violeta) tiene más energía que uno de una longitud de onda de **600 nm** (luz roja), ya que su longitud de onda es inversamente proporcional a su energía (fórmula de **Albert Einstein**), así que las estrellas azules son más calientes que las rojas, etc. conociendo que parte del espectro deja pasar un filtro, sabremos la temperatura del objeto que emitió esa luz, y viceversa. Si sabemos la temperatura del objeto, sabremos en que parte del espectro buscar su mayor emisión de luz, usando las leyes de **Wilhelm Wien** y **Stefan - Boltzmann**.

La **Ley de Desplazamiento** de Wilhelm Wien, nos dice que: un fotón de una temperatura de **1°kelvin**, tiene una longitud de onda de **0,29 cm** (**2.900.000 nm**). como un nm "**Nanómetro**" es la diez millonésima parte de un cm, para transformar **cm a nm**, corremos la coma 7 espacios a la derecha y viceversa:

Espacios 1234567		Espacios 7654321
0,2900000	Cm	2,900.000
2900000		2900000
2.900.000	nm	0,2900000
		Cm

Para calcular la longitud de onda del fotón partiendo de la temperatura, colocamos la Ley Wien adaptada a nanómetros, para que el resultado nos de también en nanómetros: (Ley Wien) $2.900.000/\text{Temperatura en K}$

-Si tenemos una temperatura de **25.000°K** (temperatura de la superficie de una estrella azul caliente tipo B1), los fotones emitidos serán de una longitud de onda de: $2.900.000/25.000 \text{ K} = 116,0 \text{ nm}$ (Nanómetros), para convertir a micras corremos la coma tres espacios a la izquierda: $116,0 \text{ nm} = 0,116 \mu$ (su máximo está en el Ultravioleta).

-Si tenemos una temperatura de **5.800°K** (temperatura de la superficie del Sol), los fotones emitidos serán de una longitud de onda de: $2.900.000/5.800 \text{ K} = 500,0 \text{ nm} = 0,500 \mu$ (su máxima emisión estará en la luz Amarilla).

-Si tenemos una temperatura de **3000°K** (correspondiente a estrellas rojas que son más frías), los fotones emitidos serán de una longitud de onda de: $2.900.000/3.000 \text{ K} = 966,6 \text{ nm} = 0,9666 \mu$ (su máxima emisión estará en la luz Infrarroja).

La constante de **Stefan - Boltzmann** nos dice que: un fotón de una longitud de onda de **1cm** (**10.000.000 nm**), tiene una energía de **0,000124 ev** (electronvoltios). Un electronvoltio es la energía que tiene un electrón cuando se hace pasar por una diferencia de potencial de 1 voltio.

Para los cálculos siempre llevamos los grados, a grados kelvin (**1°C son 273 K**), y para hacer uso de la constante de Stefan - Boltzmann, llevamos la longitud de onda a cm, de este modo la energía será expresada en **ev**.

Veamos los tres ejemplos para el cálculo de la energía del fotón, partiendo de su longitud de onda en cm.

Para el fotón de luz ultravioleta 116,0 nm (0,116 μ) = 0,00001160 cm = **0,000124/0,00001160 = 10,689 ev**

Para el fotón de luz amarilla 500,0 nm (0,500 μ) = 0,00005000 cm = **0,000124/0,00005000 = 2,480 ev**

Para el fotón de luz infrarroja 966,6 nm (0,9666 μ) = 0,00009666 cm = **0,000124/0,00009666 = 1,282 ev**

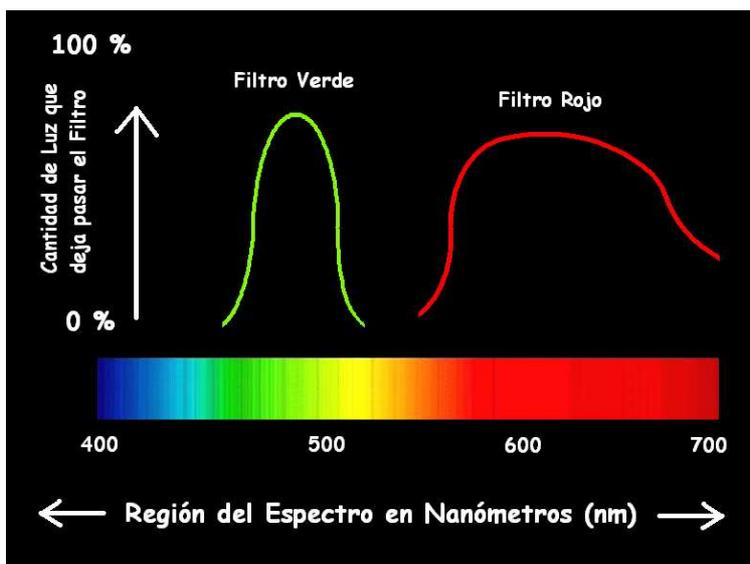
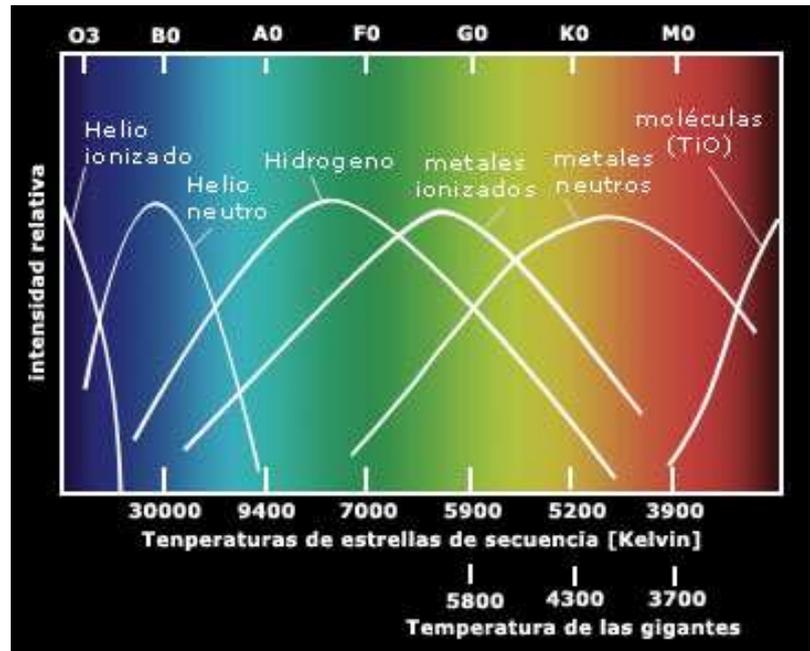
Para obtener la longitud de onda de emisión a partir de la energía en ev, aplicamos la operación inversa con la constante de **Stefan – Boltzmann** reescalada (coma corrida 7 espacios) para obtener el resultado en nm, **0,000124 a 1240,0**.

Para el primer ejemplo de los tres anteriores, un fotón con una energía de 10,689 ev = **1240/10,689 = 116,0 nm**

Como se puede ver en el trabajo [Formación, Evolución y Muerte de Las Estrellas](#), no todas las estrellas se encuentran en el mismo punto de evolución, ni sufren el mismo camino evolutivo, lo que hace que sean distintos los elementos que intervienen en las interacciones que se dan en sus núcleos, esto las hace tener diferentes temperaturas, y por esto debemos saber que parte del espectro deja pasar un filtro. Es por esto que los sistemas de filtros se desarrollaron en función del diagrama **Hertzprung-Russel** (H-R). En la imagen derecha, se observa los elementos que mas absorben luz del continuo, según su tipo espectral.

Los Sistemas Fotométricos

Las diferentes regiones del espectro se dividen con cada sistema fotométrico en bandas determinadas (figura inferior). Un sistema es el conjunto de filtros, sensores, tipo de telescopio (generalmente reflector para evitar dependencias de la longitud de onda al atravesar una masa de vidrio en los refractores), y sitio de observación, el cual influye en el espesor de la masa de aire que atraviesa la luz, y depende de la altura sobre el nivel del mar del lugar.

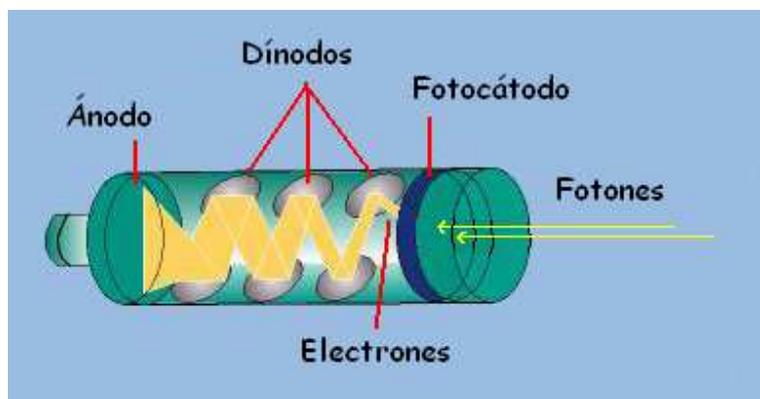


Los sistemas fotométricos se clasifican, de acuerdo al ancho de la banda del espectro que dejan pasar, los de banda ancha como el sistema **Johnson**, el **RGU**, y el Sistema de **Seis Colores**, dejan pasar una franja de ~ 100 nm, los de banda intermedia como **DDO** y **Stromgren** entre (50-40 nm) y los de banda estrecha entre (10-3 nm). Los sistemas de banda ancha estudian características generales del espectro, como son el cambio de la pendiente con la temperatura, o el salto de Balmer dependiente también de la temperatura, etc. A medida que el ancho de banda se reduce la información obtenida de las condiciones en la atmósfera estelar, es más detallada por usarse un rango mas específico del espectro, incluso hay filtros interferenciales que seleccionan una banda tan pequeña como (3-2 nm) pudiéndose separar solo la emisión de ciertos grupos de líneas espectrales que nos interesan, o incluso la

longitud de onda específica de un elemento químico en particular, pero con el costo de desperdiciar el resto de la luz del espectro. Por ejemplo, un telescopio que se use para fotometría de banda ancha **Johnson**, y puede registrar estrellas de magnitud **10** en **V** (visual), podrá registrar solo estrellas más brillantes que magnitud **6** en la banda equivalente β (486,1 nm), del sistema de banda intermedia **Stromgren**. Y ni pensar en la reducción de luz si nos vamos a bandas más estrechas.

Por esto, los sistemas de Banda Ancha son los más usados por los aficionados desde **1960**, ya que con estos, un telescopio pequeño, puede disponer de la suficiente luz como para estudiar estrellas brillantes así como estrellas débiles cercanas a la magnitud límite del mismo. No es necesario un buen seeing ni una buena óptica para una buena fotometría. Las siglas equivalen a la ventana del espectro que deja pasar, **U**: ultravioleta, **B**: azul, **V**: visual, **R**: rojo, **I**: infrarrojo. El sistema **Johnson** nace en **1951** con **Harold Lester Johnson** y la ayuda de **William Wilson Morgan** en **1953**; usando las bandas **UBV**, donde **V** correspondía a magnitudes visuales a ojo desnudo, y **UB** a la magnitud Fotográfica, obtenidas de placas azules, que también eran sensibles al ultravioleta, por esto, esta última, se dividía a su vez en: **U** ultravioleta y **B** azul. Con ambos valores **UB** y **V**, se determinaba el índice $m_p - m_v$, y así clasificaban las estrellas por su temperatura, poniendo el límite de separación de las bandas, según las series (Balmer, Lyman, Paschen) del hidrógeno. Posteriormente se realizaron mediciones con sistemas fotoeléctricos que usaban tubos **PMT** (fotomultiplicadores), **1P21** con fotocátodo de silicio y un rango de sensibilidad entre los **300** y **600 nm**, este rango se dividió en las mismas bandas **UBV** interponiendo filtros.

Un fotomultiplicador está compuesto de un fotocátodo, formado por una capa de sustancia metálica como el **Cesio**, **Sodio** ó **Antimonio** sobre una base de cuarzo o vidrio que desprende electrones cuando se expone a fotones de la longitud de onda adecuada. El número de electrones emitidos por el fotocátodo es directamente proporcional a la cantidad de fotones que incide en él, estos electrones generados son atraídos por una serie de electrodos llamados dínodos, recubiertos con compuestos como **BeO**, **CsSb** que desprenden varios electrones cuando son bombardeados con electrones de alta energía. Cada dínodo



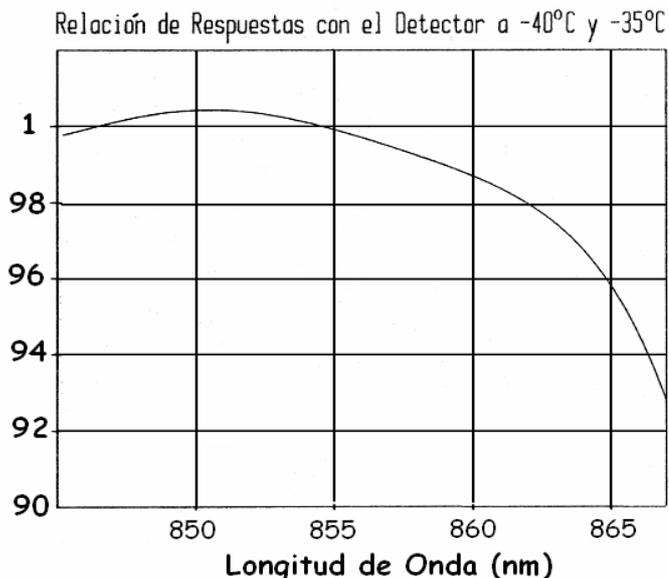
está configurado para enfocar los electrones emitidos hacia el dínodo siguiente, los cuales están sometidos a un potencial (entre 50 y 100 volts) más positivo que el precedente, de esta manera cada nuevo rebote de electrones emite más cantidad de electrones que el rebote anterior hasta llegar finalmente al ánodo, de este modo los electrones se multiplican en emisiones secundarias originando hasta 100.000 electrones por cada fotoelectrón generado inicialmente en el fotocátodo (ver imagen superior). Las variaciones de la señal eléctrica se miden en el ánodo, y después de la amplificación, la señal analógica se convierte en señal digital mediante el convertidor A/D (analógico-digital).



Imágenes de un Tubo foto-multiplicador modelo **RCA C31034A-02**, a la derecha detalle de los dínodos.

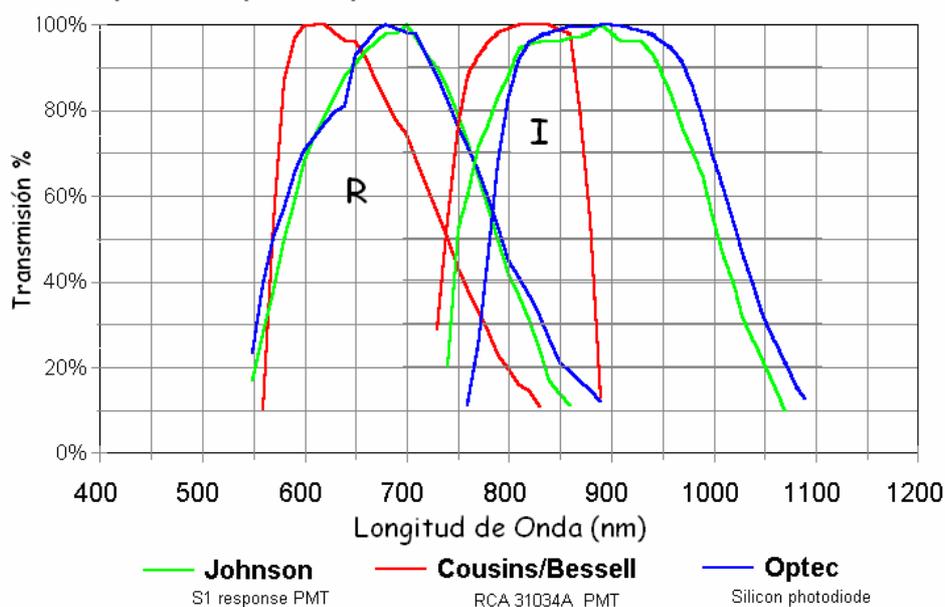
En la década de **1960**, Johnson aprovecho el desarrollo en la sensibilidad de la parte roja e infrarroja de los fotomultiplicadores que ahora tenían un rango entre **300 y 1100 nm**, y extiende su sistema con los filtros **R** (Rojo) e **I** (Infrarrojo) con un máximo de transmisión (longitud de onda equivalente λ_e) en los **700 nm y 900 nm**, y un ancho de banda ($\Delta\lambda$) de **220 nm y 240 nm** respectivamente. Este sistema tiene gran aplicación en el estudio de las gigantes rojas, así como para estrellas pulsantes, donde puede determinarse su distancia partiendo de las mediciones de su cambio de brillo.

Entre **1973 y 1976**, **A. W. J. Cousins**, desarrolla y extiende el sistema **UBVRI Kron-Cousins**, definido en **1953** por **Kron, White y Gascoigne**. Este difiere del sistema **Johnson** en lo que respecta al rojo e infrarrojo con máximos en **650 nm y 800 nm** respectivamente, usando fotomultiplicador **RCA 7102** con fotocátodo de **AgOCs** (imagen derecha).



En **1979 M. Bessel** hace una prescripción para el sistema Cousins empleando el fotomultiplicador **RCA C31034A-02** de 5 cm de diámetro con 11 etapas multiplicadoras tipo Quantacon y fotocátodo de **Arseniuro de Galio (GaAs)**, que tenía una mayor emisión de electrones, así como una mayor sensibilidad al espectro infrarrojo. Sin embargo la sensibilidad de los fotomultiplicadores siempre fue muy dependiente de la temperatura, por ejemplo, con cambios de temperatura de 5° , la variación en la sensibilidad del **RCA 31034-A-02** a **650 nm** era casi nula, mientras que a **870 nm** la diferencia de sensibilidad era enorme. Esta misma diferencia de los detectores en cuanto a la sensibilidad en las diferentes regiones del espectro (**Eficiencia Cuántica**) ha definido el diseño de los filtros. La banda inicial **V Johnson**, aprovechaba la caída en sensibilidad en la parte roja del tubo **1P21** para definir el corte de la banda. Posteriormente con los PMT sensibles al rojo y mas recientemente los fotodiodos, el filtro para la banda V fue modificado mediante una combinación de vidrios para mantener la caída derecha en la curva, esto también se aplica al filtro **I Johnson**, ya que la caída derecha de la curva dependía del **PMT S-1**, y mas tarde del **PMT S-20**. Los **I Cousins/Bessell** dependían de la caída del **RCA 31034-A** y luego **Burle 31034-A**. Para controlar la transmisión a través de estos vidrios, es necesario derretir un espesor determinado y luego adaptar el grosor del filtro para que coincida con la banda de paso deseado, de manera que no hay dos filtros con la misma transmisión, salvo que procedan de la misma masa de vidrio fundida, siendo sus curvas ligeramente distintas para todos.

Respuesta Espectral para las Bandas R e I estos Tres Sistemas

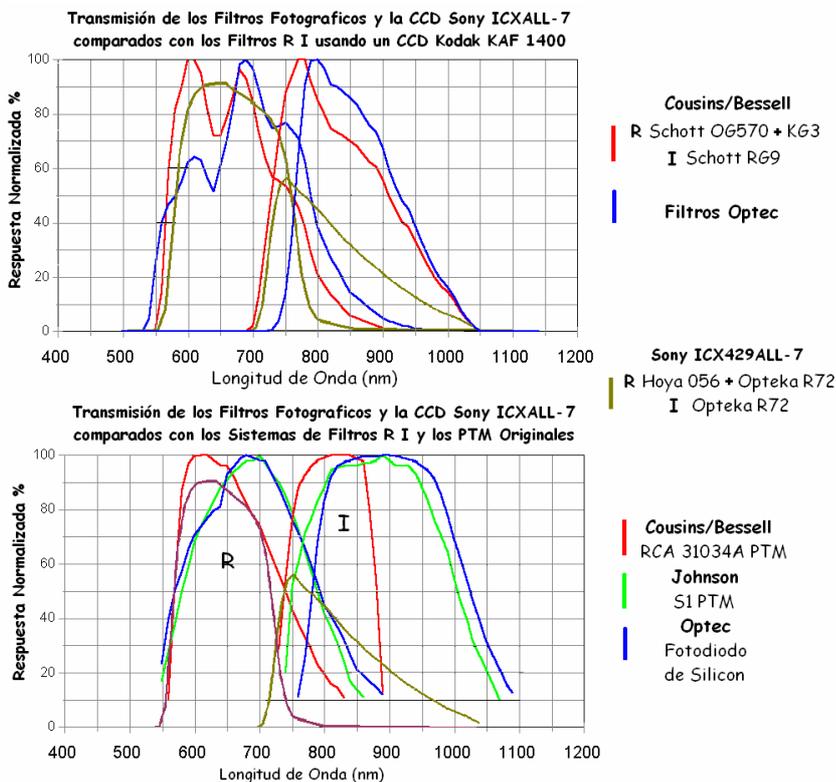
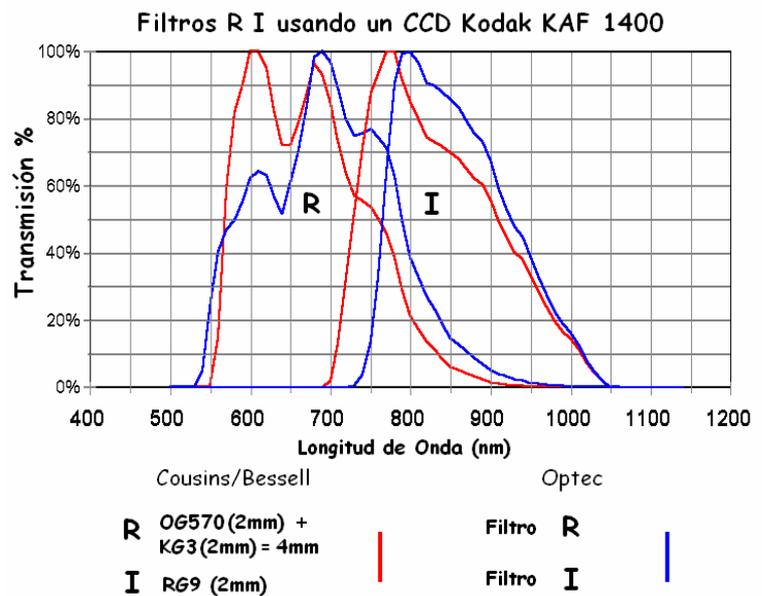


La imagen muestra la diferencia entre cada sistema para las bandas **R** e **I**, tomando en cuenta la transmisión del filtro y la respuesta del fotocátodo, **H. L. Johnson**, 1965, *Astrophysical Journal*, vol. 141, 923. **Bessell** Apéndice 1 de Bessell, MS, 1979, *PASP*, vol. 91, p 589. **Optec**. Las curvas en la grafica, son el producto de la transmisión del filtro y la respuesta del detector medidas usando un monocromador de red, con un paso de banda 1 nm y un calibrado (NBS trazabilidad) fotodiodo de silicio. El resultado se normalizó con fines de comparación.

Los filtros **Johnson/Optec UBVR** fueron utilizados inicialmente con los fotómetros de fotodiodo de silicio **Optec SSP-1, SSP-2 y SSP-3**. Más tarde, en **1989** fue diseñado un conjunto similar para los **SSP-5** con un fotómetro de multicalinos PMT. A principios de **1990**, Bessell selecciona vidrios coloreados para ajustar los diseños de **Johnson/Cousins** a la gran eficiencia cuántica de las primeras cámaras CCD que salieron al mercado, reduciéndose grandemente las aplicaciones de los fotomultiplicadores. Sin embargo, algunos de estos vidrios (por ejemplo el **Schott KG-4** usado con el **Schott RG-9** para el filtro fotométrico "Is") ya no se fabrica. Adicionalmente, los PMTs de la época limitaban el paso de luz a **900 nm**, cuando las modernas ccds son sensibles en torno a **1100 nm**. Este ajuste no se puede conseguir con los vidrios coloreados. Por ende, para ajustarse realmente al filtro **Johnson/Cousins Ic**, en los sistemas CCD, es necesario un tratamiento dieléctrico permitiendo un corte a partir de los **870 nm**. Casi ningún filtro Cousins/Bessell I comerciales tiene esta capa a excepción de la casa **Astrodon** que utiliza tal tratamiento para los filtros **Ic** y **Re** (c = Cousins) ajustándose a los diseños Johnson/Cousins lo más fielmente posible, pero con el costo de **375 \$** por cada Filtro.

Los filtros Cousins/Bessell y Johnson no tienen mucha diferencia en las bandas U B V, la única diferencia real en la investigación está en la **banda R**, donde el Cousins / Bessell deja pasar ligeramente más luz en el lado azul que el Johnson, y en la **banda I**, donde la caída derecha del Cousins/Bessell está en 900 nm, debido a la respuesta de PMT RCA 31034-A y en el Johnson a 1000 nm, debido a la respuesta del S-1. El filtro Optec tiene un corte más cercano, a 750 nm, que se llevó a cabo para minimizar en los usuarios el coeficiente de transformación Epsilon (VI).

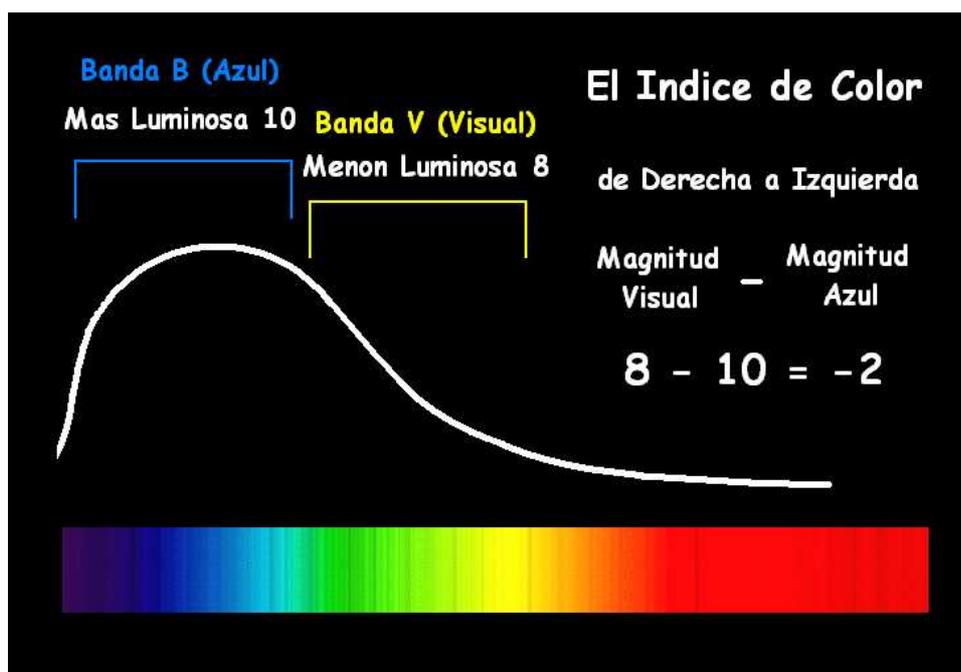
Lo importante a considerar es que cualquier sistema es transformable en el otro. La elección de el sistema de Johnson o Cousins/Bessell no es realmente la cuestión central. Es más importante establecer lo que el astrónomo requiere para trabajar con determinados objetos para elegir trabajar con un sistema fotométrico.



Los Sistemas mas usados en la actualidad para trabajos con CCD son los **UBVRI Johnson** y **Kron-Cousins (K-C)**, este ultimo, muy popular para los observadores del hemisferio sur, en parte debido a sus cualidades intrínsecas, y a que sus estrellas standards de definición están localizadas alrededor de los **-45°** de declinación. La imagen superior muestra las respuestas de los filtros R I de los sistemas Bessell y Optec usando un **CCD Kodak KAF1400**. Como se ve, la CCD determina la forma final de la curva. En las imágenes izquierdas la respuesta de un **CCD Sony ICX429All-7** usando filtros fotograficos comunes, los cuales, como se ve, se pueden usar para algunas bandas, siempre que la eficiencia cuántica del CCD lo permita, esto lo podemos ver en detalle en el trabajo: [Selección de Filtros para Sistemas de Banda Ancha en Astronomía CCD.](#)

El aspecto quizás más importante para las mediciones de luz en un sistema fotométrico estándar, es que, una vez hechas las calibraciones, ya se tiene una relación en ese sistema entre las propiedades físicas de las estrellas como las magnitudes e índices de color. Dependiendo del sistema fotométrico en particular, estas propiedades pueden ser: temperatura, luminosidad, gravedad superficial, composición química, edad, absorción, etc.

La principal aplicación de estos filtros, es la fotometría de estrellas variables, las cuales por estar transitando procesos de inestabilidad por ser diferentes los elementos que entran en juego en la fusión que las mantiene encendidas según su momento específico en su recorrido evolutivo, ver el trabajo: [Formación, Evolución y Muerte de Las Estrellas](#), permite obtener gran cantidad de datos sobre ellas al estudiarlas a través de filtros.



Para que las mediciones sean aun mas precisas se hacen a través de estos sistemas estándar internacionales, así muchos observadores pueden unir sus observaciones para trabajar en conjunto ya que todos usaron la misma región del espectro para la medición de brillo, y los mismos métodos de reducción de datos. Con esto, se va a obtener lo que se conoce como curva de luz, que es la oscilación del brillo de la estrella a través del tiempo.

Cuando se mide la magnitud en dos bandas diferentes, por ejemplo, **B** y **V**, se puede determinar la temperatura a partir del índice de color obtenido.

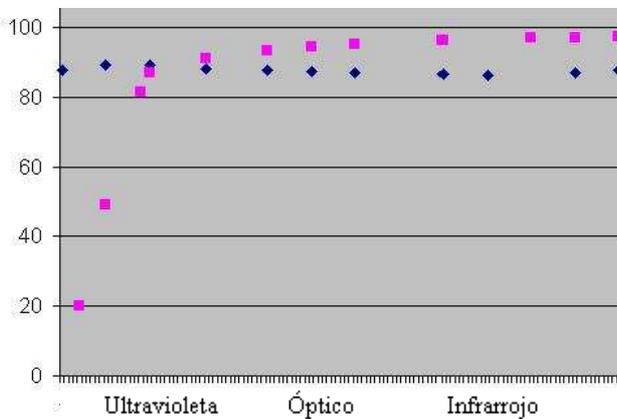
El sistema Johnson se define mediante los siguientes valores para los índices de color:

$$\begin{aligned} B-V = U-B = 0 & \text{ para estrellas A0 V} \\ B-V = U-B = 1 & \text{ para estrellas K0 V} \end{aligned}$$

Los índices de color dependen del **Blanketing**, que es cualquier efecto de atenuación en el flujo emitido en alguna banda, como la absorción interestelar debida al polvo, que tiene como consecuencia que las estrellas mas tempranas presenten colores más rojos que aquellas de tipo espectral tardío. Por ejemplo: el exceso **E** (B-V) y la absorción A_v están relacionados con el grado de polarización de la luz estelar ($\Delta m_{pol} \propto A_v \propto E(B-V)$). Esto indica que las partículas que provocan la absorción interestelar, son anisótropas, es decir, que tienen formas de agujas o discos parcialmente orientados, según el campo magnético en el que están inmersas. Por tanto: La fotometría no es aplicable con los sistemas de banda estrecha e intermedia en estrellas más tardías que tipo **F** ó **G** (debido al blocking). Pueden utilizarse, en el caso de estrellas variables, para estudiar la faja de inestabilidad, pero no para la zona de gigantes rojas, donde es aplicable loa sistemas de banda ancha UBVRI. Los sistemas de banda estrecha son particularmente interesantes para estudiar estrellas con fuertes líneas de emisión, como las estrellas **Ae/Be**, **binarias cerradas** y variables tipo **RS CVn**, **BY Dra** y **FK**. La luminosidad total emitida por una estrella, en todas las longitudes de onda se expresa mediante M_{bol} (magnitud bolométrica).

La atmósfera juega un papel importante en la definición de la forma de las bandas U y R de cada sistema. Para el filtro U, la cantidad de radiación UV en torno a esta longitud de onda, depende en gran medida de la masa de aire y calidad del mismo, así como al espesor total del vidrio utilizado (filtro-fotómetro-CCD). Una magnitud U precisa es difícil de obtener en el mundo real, sin enfrentarse a **K** "factor en la reducción de datos cuando se utiliza este filtro, además de que la absorción atmosférica no es corregible para esta banda en alturas menores a **2000 msnm**. En cuanto a los filtros **R** e **I**, la dispersión molecular por el vapor de agua entre **600 nm** y **1100 nm** causa grave dispersión en estas bandas en cualquiera

de los sistemas. No se puede hacer mucho acerca de este problema. Por ejemplo: en una buena noche la transmisión a **760 nm** puede variar un **65%** a (masa de aire 1) y un **45%** para (masas de aire 2), debido a la absorción del **O₂**, mientras que en las mismas condiciones a **750 nm**, la transmisión es del **89%** y **82%** para las mismas masas de aire respectivamente.



Aparte de esto, el material con que está plateado el espejo de nuestro telescopio o el material del lente (si es refractor), tienen una curva de transmisión diferente para cada material en cada longitud de onda. Por ejemplo, los espejos recubiertos de plata (puntos violeta del gráfico de la izquierda), no son buenos para trabajos en el espectro ultravioleta en relación a los espejos recubiertos de aluminio (puntos azules del gráfico). Además de esto, la relación focal del espejo obliga a los rayos de luz a pasar en mayor o menor grado de inclinación a través del filtro, esto afecta el corte en los extremos de la curva de transmisión ya que al pasar el rayo de forma oblicua a F más corto ($F5$, $F3$; $F2$) se modifica ligeramente su longitud de onda de la luz que viene de los bordes del espejo.

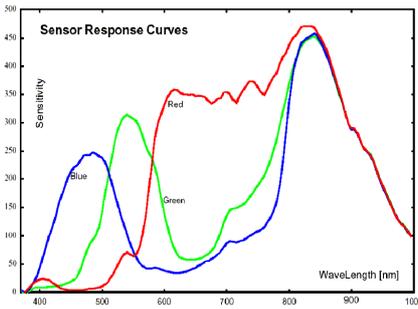
Abajo una fotografía del espejo de mi telescopio, es de 15 cm de diámetro y está plateado con aluminio, a la izquierda por contraste, el espejo de uno de los telescopios del **ESO** "EUROPEAN SOUTHERN OBSERVATORY"



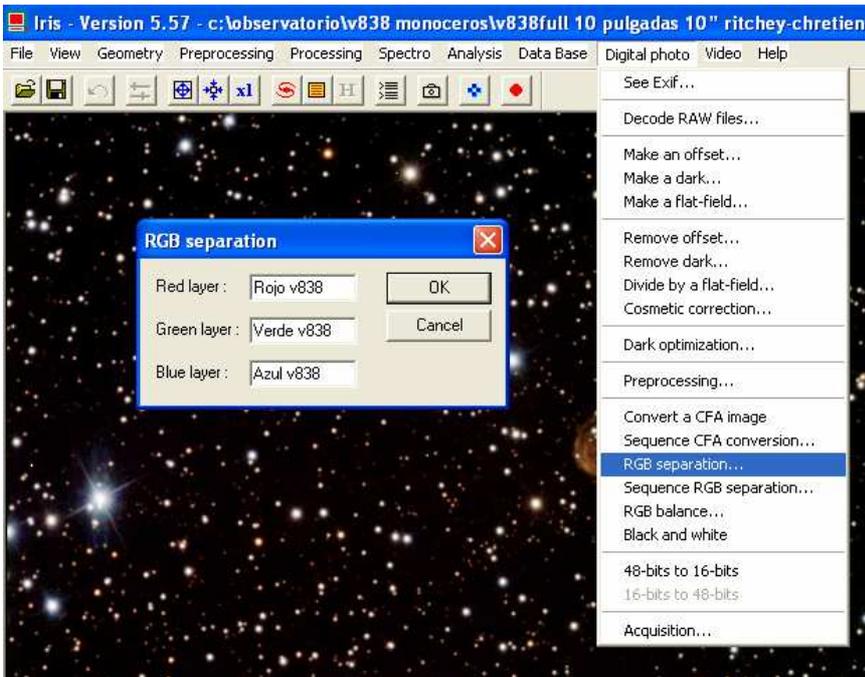
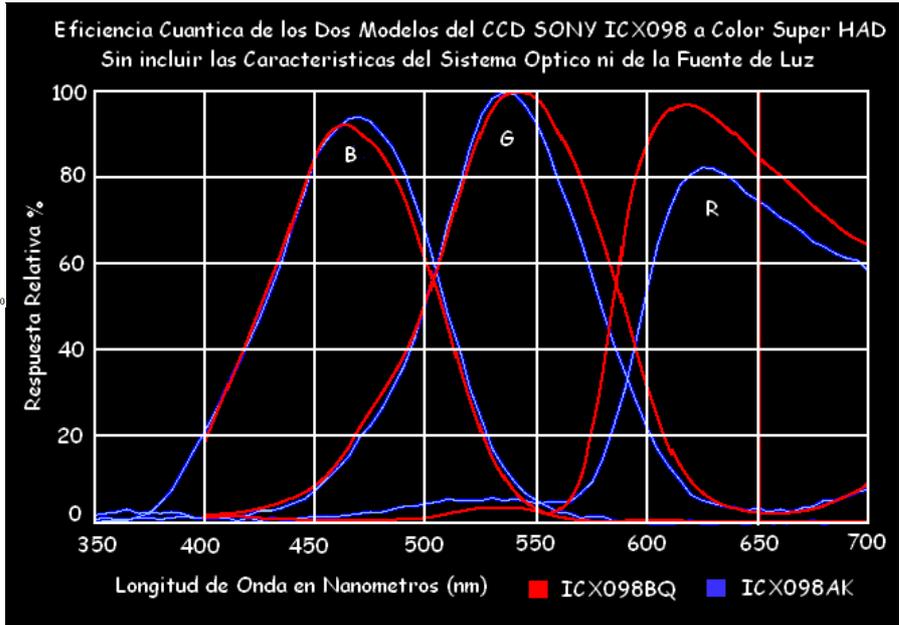
Aquí se puede descargar un manual sumamente útil y educativo para la observación de estrellas variables editado por la **Asociación de Variabilistas de España**.

El Uso de los Tres Canales en los Sensores CCD a Color

Aprovechando la posibilidad que tienen los sensores a color, de separar sus canales de color **RGB**, se puede aprovechar para estudios de índices de color con la debida calibración, ya que los microfiltros que están delante de cada píxel en las CCDs no se ajustan exactamente a los sistemas de fotometría mencionados, y hay mucha diferencia de un CCD a otro. Esto se explica con detalle en el trabajo: [Astrofotografía Óptica e IR con Webcam CCD a Color en Modo RAW](#). En la imagen inferior izquierda, las transmisiones para cada canal de color del CCD **Kodak KAF8300EC** de la DSLR **Olympus E-500**, y a la derecha las del **SONY ICX098** modelos (**AK** y **BQ**) presentes en muchas webcam modificadas para larga exposición. Si comparamos sus curvas, la banda **V** del sistema Johnson se aproxima al canal **G** en ambos sensores. Si separamos los canales podemos aprovechar sus tres componentes de color. Además, si lo usamos sin filtro de corte infrarrojo, podemos usar el canal **R** para separar la luz roja e infrarroja fotográfica de los canales **G** y **B** para mejorar la visión de estrellas y otros objetos inmersos en nebulosas.



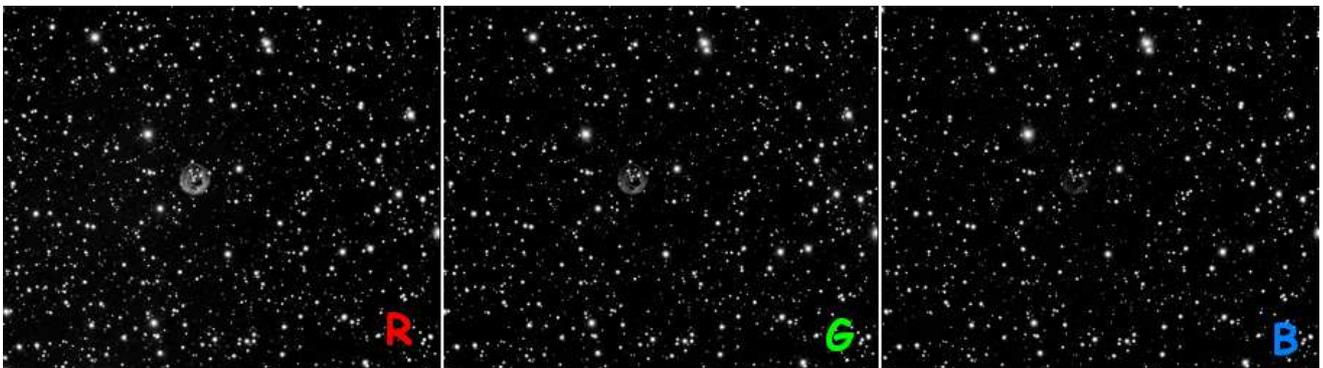
La separación de la imagen a color en los canales monocromáticos individuales se hace mediante programas informáticos, para algunos estudios como la aproximación al índice de color de estrellas. El programa Iris nos permite hacer esto en el menú **Digital photo/RGB separation**.



Aquí nos aparecerá el cuadro donde elegiremos un nombre para cada imagen monocromática individual **RGB**, y las guardará automáticamente en formato **FITS**, en el directorio que tengamos configurado en el menú **File/Settings/Working path**.

En la imagen inferior, las tres imágenes monocromáticas después de la **separación RGB**.

Para mayor información sobre los sensores CCD blanco y negro y a color, así como su manejo por medio de programas de proceso de imágenes, ver el trabajo [Astrofotografía Óptica e IR con Webcam CCD a Color en Modo RAW](#). Todos ellos se pueden descargar de la página del [CAAB](#) y la pagina de [SOVAFA](#).



Referencias

- Diccionario Oxford Complutense de Astronomía, Ian Ridpath, editorial complutense, 1997.
- Filtros y Detectores <http://www.Inc.iac.es/Astronomy/filters/>
- Emisiones de las series del hidrogeno, <http://en.wikipedia.org/wiki/Infrared>
http://en.wikipedia.org/wiki/Hydrogen_spectral_series
- Modelos atómicos capas y subcapas, www.unalmed.edu.co/~cgpaucar/Distribucion.pdf
http://es.wikipedia.org/wiki/Configuraci%C3%B3n_electr%C3%B3nica
- http://books.google.co.ve/books?id=cGTI99kok9UC&pg=PT663&lpg=PT663&dq=niveles+de+energia+serie+de+paschen&source=bl&ots=E8RWAJPTJy&sig=W0MJc5fqRQsF4PJvjYtjNwrOQm8&hl=es&ei=ZYUVS7nyLtCplAfNknOBQ&sa=X&oi=book_result&ct=result&resnum=1&ved=0CAgQ6AEwAA#v=onepage&q=&f=false
- Naturaleza del el Espectro Continuo. La génesis de los espectros, http://www.astrocosmo.cl/b_p-tiempo/b_p-tiempo-02.02.htm, http://www.fisicanet.com.ar/quimica/estructura_atomica/ap11_espectros_opticos.php
- Incandescencia de los sólidos, Hewitt Paul G. (2008). "Conceptos de Física". (Págs 490). México: Editorial Limusa.
- Espectroscopia - hiru_com, http://www.hiru.com/es/kimika/kimika_01050.html
- La Constante de Planck: Radiación de Objetos Calientes, <http://www-istp.gsfc.nasa.gov/stargaze/MQ4.htm>
- Filters for use with the ING Telescopes – Historical Measurements, Reynier Peletier and JohnTelting, Latest update: Feb 1997.
- Sistemas UBVRI Bessell, Harris set, <http://www.ing.iac.es/Astronomy/Filteres/peletier/>
- Absorción atmosférica en el IR <http://en.wikipedia.org/wiki/Infrared>
- Partículas subatómicas, http://es.wikipedia.org/wiki/Lista_de_part%C3%ADculas
- Masa de los Mesones, Panorama de la Astronomía Moderna, Felix Cernuschi y Sayd Codina. Departamento de Astronomía, Facultad de Humanidades y Ciencias de la Universidad de Montevideo.
- La Imagen colorida de Marte, Artículo escrito originalmente para la Comisión de las observaciones globales de la Compañía astronómica de Francia
- El monóxido de carbono (CO) emite una línea a 115 Gigahertz (o 2,7 mm de longitud de onda)