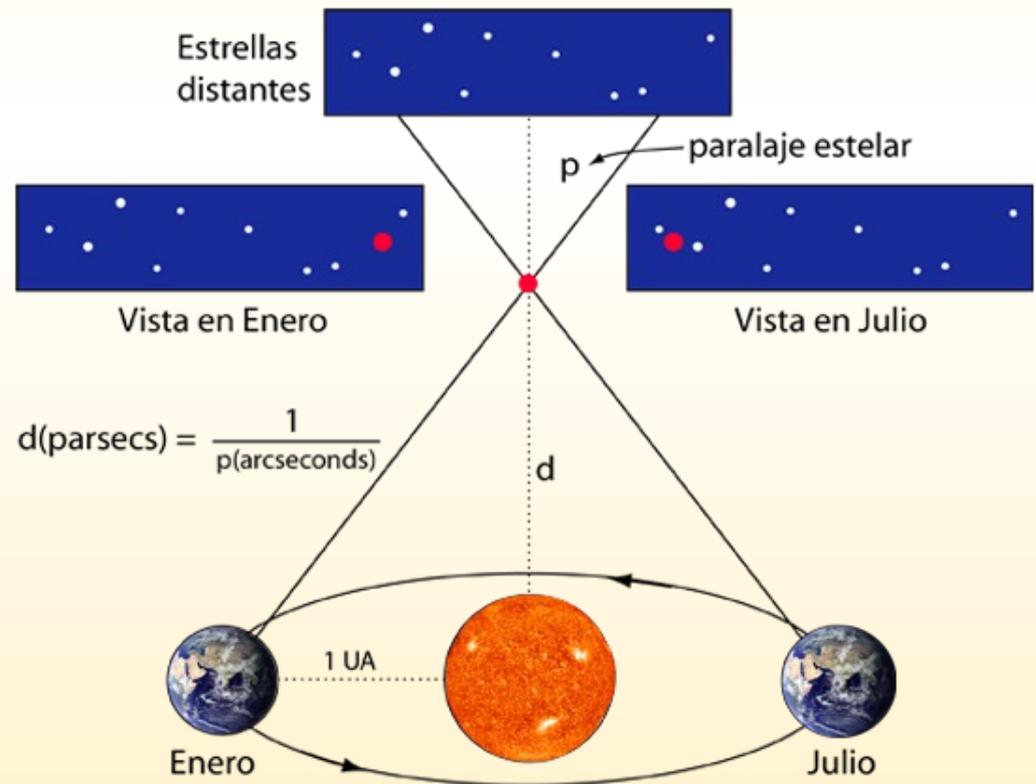


18 – Paralaje, Magnitudines y Colores

Paralaje

Medición de distancias a las estrellas

paralaje - movimiento aparente de una estrella debido a la órbita de la Tierra alrededor del Sol





un triángulo recto

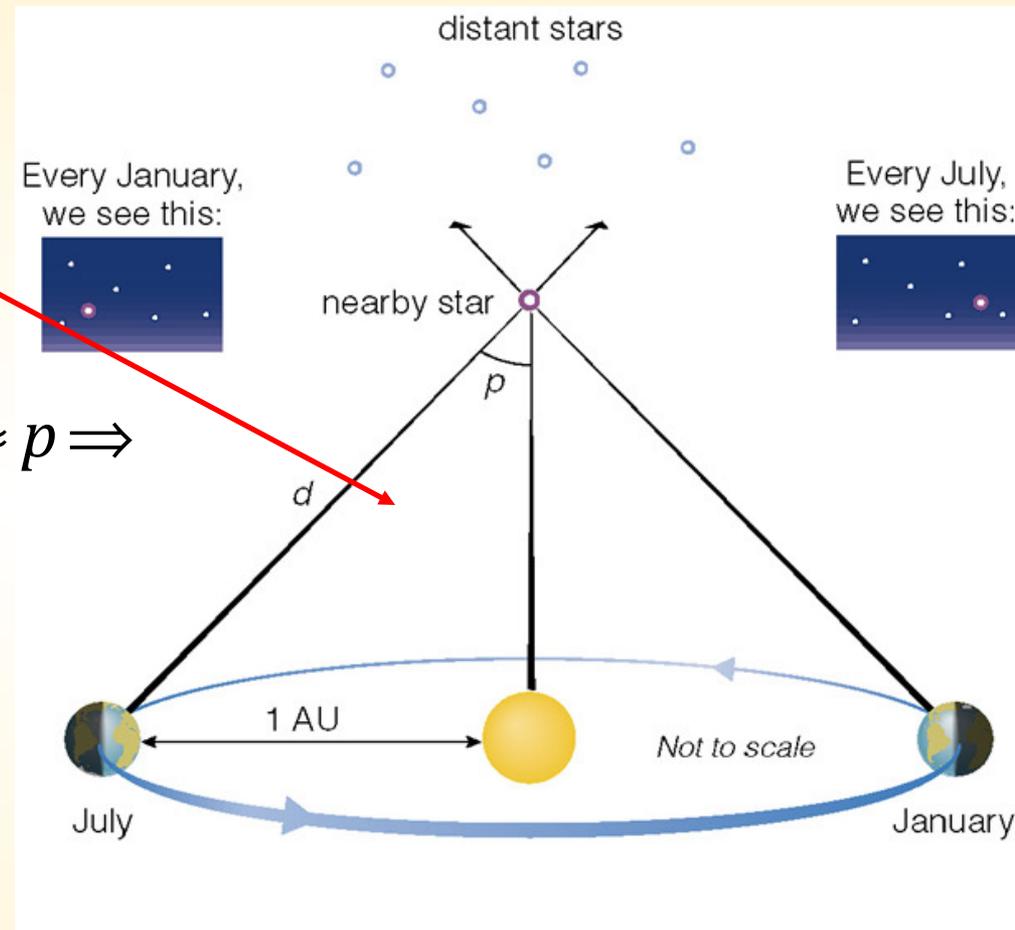
$$\sin p = \frac{1 \text{ AU}}{d}$$

si $p \ll 1$ podemos decir $\sin p \approx p \Rightarrow$

$$d = \frac{1 \text{ AU}}{p}$$

cambiamos p de radians a segundos de arco:

$$d = \frac{206265 \text{ AU}}{p}$$



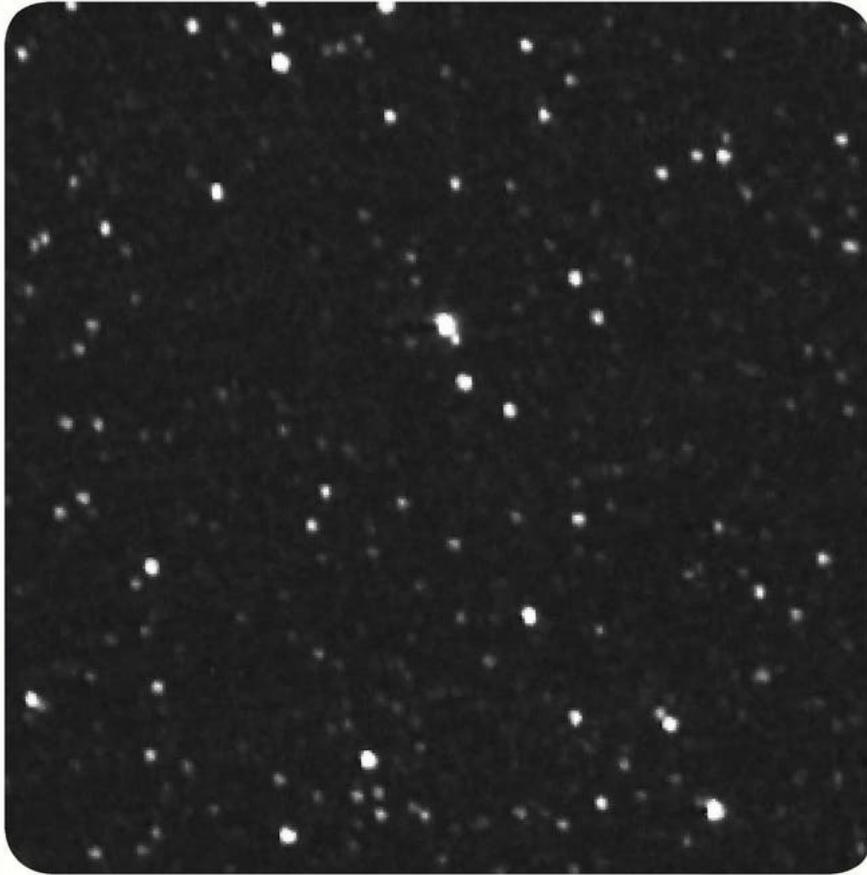
Definición

1 parsec = 206,265 A.U. = 3.26 años luz

$$d[\text{pc}] = \frac{1}{p["]}$$

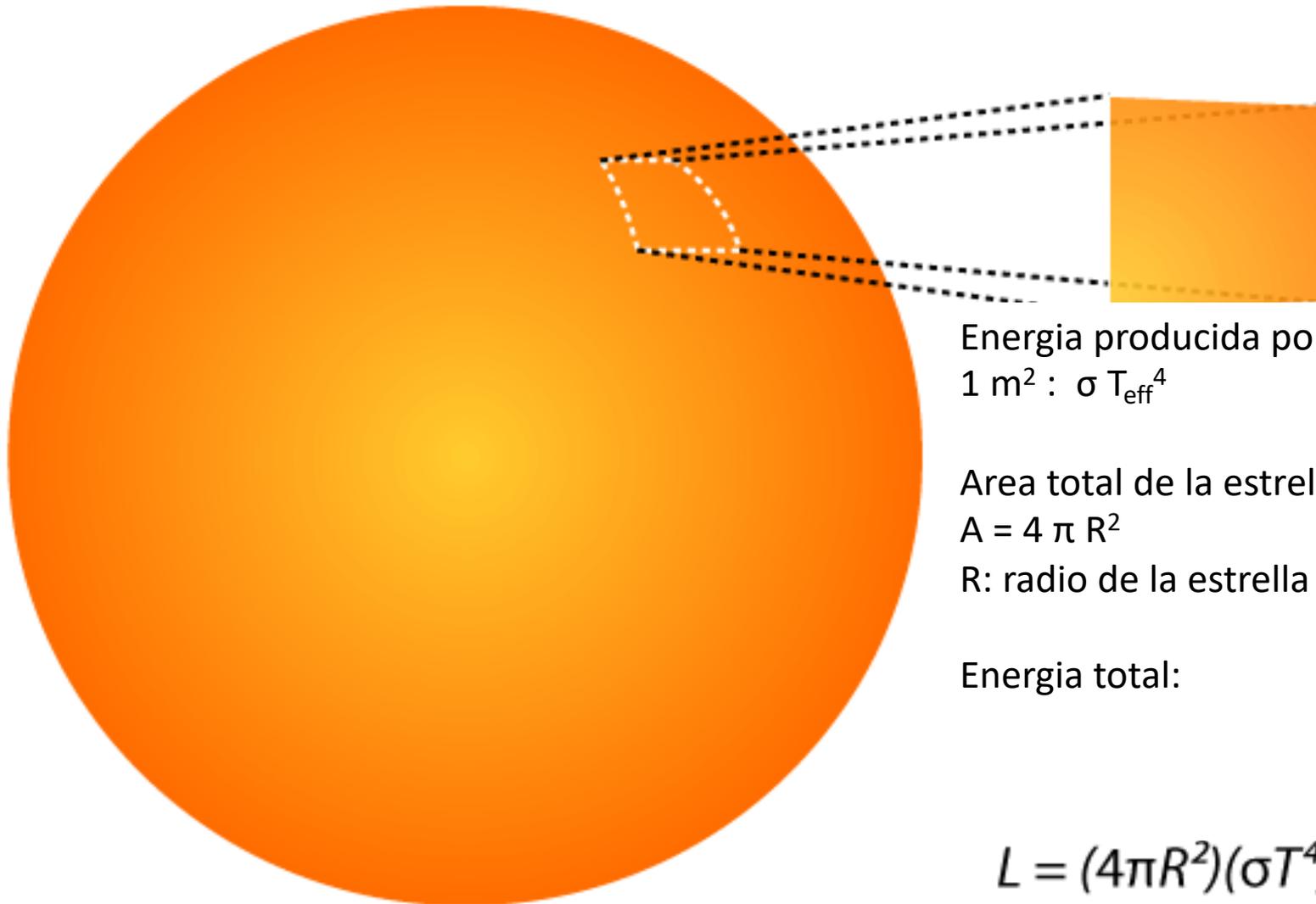
Si p está en segundos de arco y d está en parsecs (pc).

Una estrella con un paralaje de 1 segundo de arco tiene una distancia de 1 parsec (pc)



Próxima Centauri (en el centro de la imagen) vista desde la sonda New Horizons (izquierda) y desde la Tierra (derecha). Los 7000 millones de kilómetros de diferencia (~ 45 AU) entre un punto de vista y el otro permiten ver el cambio de paralaje.

Luminosidad – la energía total radiada por una estrella al espacio.



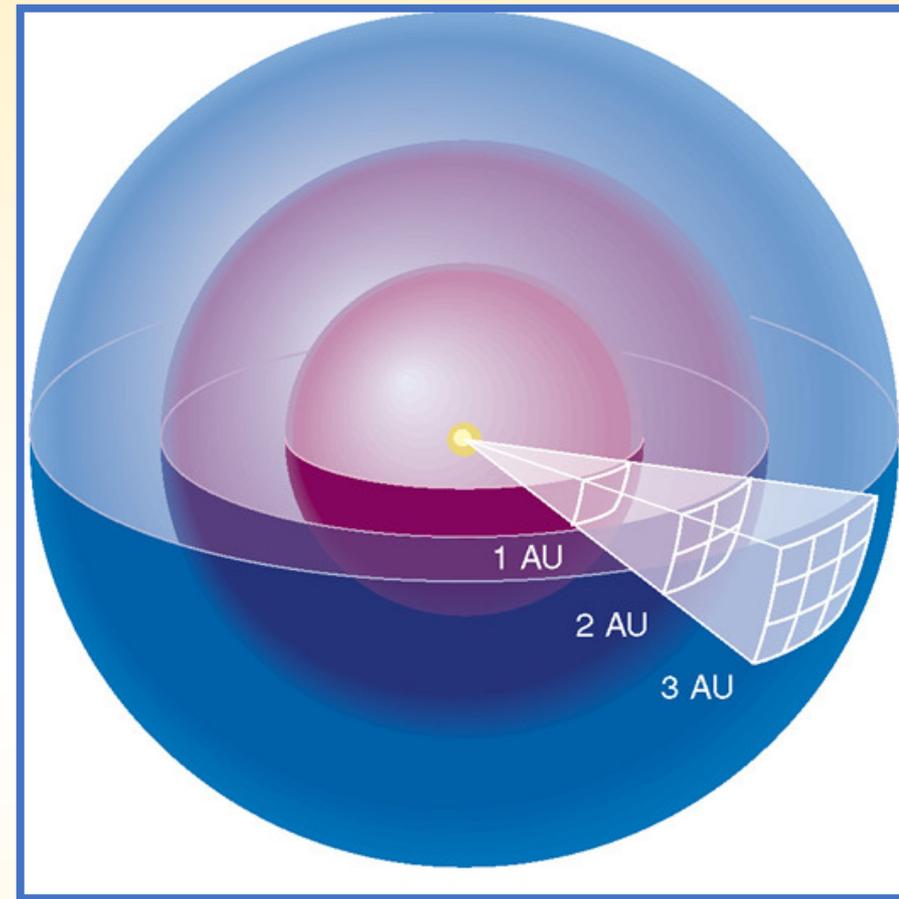
Brillo Aparente

El **brillo aparente F** se refiere a la cantidad de luz de una estrella que llega a nosotros.

Cuanto más lejos está una estrella, más débil nos parece.

Cuanto más débil se vuelve obedece una ley del cuadrado inverso.

Disminuye su brillo aparente como la distancia².



$$F = \frac{L}{4\pi D^2}$$

El brillo aparente de una estrella depende de dos cosas:

- ¿Cuánta luz emite?:

luminosidad (L) vatios [W]

- ¿A qué distancia se encuentra?:

la distancia (d) metros [m]

Entonces tenemos que medir las distancias hacia las estrellas!

El brillo de las estrellas

Los astrónomos siguen utilizando un método antiguo para medir el brillo estelar que fue propuesto por el astrónomo griego Hiparco (190 a 120 aC):

Escala de Magnitud

- Esta escala va al revés:
- Cuanto mayor sea el número, más débil es la estrella
- Estrellas más brillantes son # 1, las siguientes más brillantes son # 2, etc. hasta # 6.

Escala de Magnitud

En astronomía utilizamos la escala de magnitudes para medir el brillo aparente de una estrella.

La escala viene de Hiparco que dijo que hay estrellas de la primera magnitud $m = 1$ hasta la sexta magnitud $m = 6$.

Entonces una estrella más brillante tiene un número en esta escala más pequeño y una estrella más débil tiene un número más alto (Ojo: la escala está al revés!!!).

Hoy en día sabemos que nuestros ojos ven luz en una escala logarítmica.



Hipparchus (190 BC - 120 BC)

Defined the brightest stars to be of 1st magnitude, slightly fainter stars to be of 2nd magnitude and so on down to the faintest (naked-eye) stars which he defined to be of 6th magnitude.



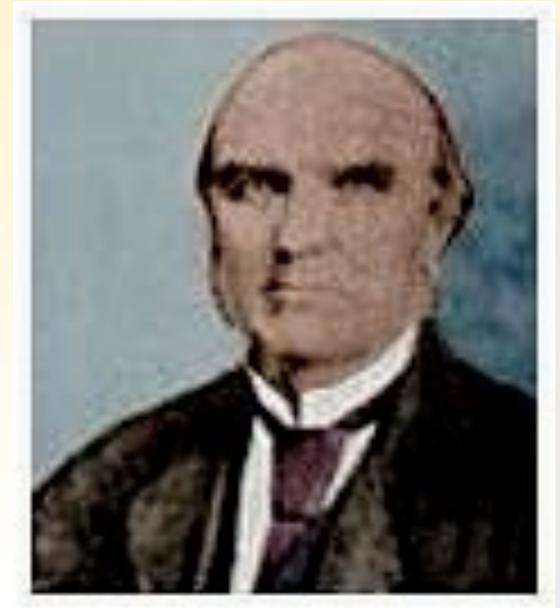
Ptolemaeus (90 AD - 168)

Used the definition by Hipparchus, publishing a star catalog of 1022 stars in the Almagest.

- Por eso Pogson en 1856 definió:

$$\frac{F_1}{F_6} = 100$$

$$\frac{F_1}{F_2} = 2.512$$



N. R. Pogson (1829 - 1891)

Observed that 1st magnitude stars were roughly 100 times brighter than stars of 6th magnitude. He then defined a 5 magnitude difference to correspond exactly to a brightness ratio of 100:1. A 1 magnitude difference then corresponds to a brightness ratio equal to the fifth root of 100, roughly a factor of 2.512 (the Pogson ratio)

Magnitud aparente m

La **magnitud aparente m** en la banda x se puede definir como:

$$m_x = C - 2.5 \log_{10}(F_x)$$

donde F_x es el flujo observado en la banda x , y C es una constante que depende de las unidades de flujo y de la banda.

$$\begin{aligned} m_6 - m_1 &= 5 = C_x - 2.5 \log F_6 - C_x + 2.5 \log F_1 \\ &= 2.5 \cdot (\log F_1 - \log F_6) = 2.5 \log \left(\frac{F_1}{F_6} \right) \\ &= 2.5 \log(100) = 5 \quad \text{q.e.d.} \end{aligned}$$

El sistema moderno no se limita a 6 magnitudes.

Los objetos realmente brillantes tienen magnitudes negativas.

Por ejemplo Sirius, la estrella más brillante, tiene una magnitud aparente de -1,44 a -1,46.

La escala moderna incluye a la Luna y al Sol; la Luna tiene una magnitud aparente de -12,6 y el Sol tiene una magnitud aparente de -26,7.

Los telescopios Hubble y Keck han localizado estrellas con magnitudes de +30 (muy debiles).

Escala Magnitud Aparente (M.A.)

M.A.	Objeto
-26.8	Sol
-12.6	Luna Llena
-4.4	Venus
-2.8	Marte
-1.5	Sirio (estrella)
-0.7	Canopus (estrella)
3	Estrellas débiles visibles
6	Estrellas débiles apenas visibles
12.6	Quasar más brillante
30	Objetos más débiles observables con el Telescopio Espacial Hubble

Diferencia entre dos magnitudes

Tenemos:

$$m_A - m_B = -2.5 \log \left(\frac{F_A}{F_B} \right)$$

Pensamos en dos estrellas del mismo tipo $\rightarrow L_A = L_B$:

$$m_A - m_B = -2.5 \log \left(\frac{\frac{L_A}{4\pi d_A^2}}{\frac{L_B}{4\pi d_B^2}} \right)$$

$$m_A - m_B = -2.5 \log \left(\frac{d_B^2}{d_A^2} \right) = -5 \log \left(\frac{d_B}{d_A} \right) = 5 \log \left(\frac{d_A}{d_B} \right)$$

Entonces la diferencia de sus magnitudes aparentes solo depende en las distancias diferentes.

Pensamos en dos estrellas en la misma distancia $\rightarrow d_A = d_B$:

$$m_A - m_B = -2.5 \log \left(\frac{\frac{L_A}{4\pi d_A^2}}{\frac{L_B}{4\pi d_B^2}} \right)$$

$$m_A - m_B = -2.5 \log \left(\frac{L_A}{L_B} \right)$$

Entonces la diferencia de los magnitudes aparentes solo depende de la luminosidad diferente.

Punto de Referencia

Ahora necesitamos un punto de referencia. Utilizamos la estrella Vega que tiene el tipo espectral A0V.

La Vega esta en una distancia de $d = 7.68$ pc y tiene una luminosidad de $L = 37L_{\odot} = 1.423 \cdot 10^{28}$ W. Para la Vega tenemos:

$$(m_V)_{Vega} = 0.0 \text{ mag.} \quad (0.03)$$

$$(U - B)_{Vega} = 0.0$$

$$(B - V)_{Vega} = 0.0$$

Ahora podemos determinar la constante C_V :

$$m_V = 0.0 = C_V - 2.5 \log \left(\frac{1.423 \cdot 10^{28}}{4\pi (7.68)^2 (3.086)^2 \cdot 10^{32}} \right)$$

$$m_V = 0.0 = C_V - 2.5 \log (2.016 \cdot 10^{-8})$$

$$0.0 = C_V + 19.24 \Rightarrow C_V = -19.24 \text{ mag}$$

Magnitud absoluta M

En astronomía, **magnitud absoluta (M)** es la magnitud aparente, m , que tendría un objeto si estuviera a una distancia de 10 parsecs (alrededor de 32,616 años luz, o 3×10^{14} kilómetros) en un espacio completamente vacío sin absorción interestelar.

Definamos la Magnitud absoluta M de una estrella como: la magnitud aparente que esta estrella tiene en una distancia fija de $d = 10$ pc.

Para definir la magnitud absoluta es necesario especificar el tipo de radiación electromagnética que está siendo medida.

La magnitud absoluta se deduce generalmente de la magnitud visual medida con un filtro V, expresándose como M_v .

Si está definida para otras longitudes de onda, llevará diferentes subíndices, y si se considera la radiación en todas las longitudes de onda, recibe el nombre de magnitud absoluta **bolométrica** (M_{bol}).

Modulo de distancia

$$\mu = m - M$$

$$m - M = -5 \log \left(\frac{10 \text{ pc}}{d} \right)$$

$$m - M = -5 (\log 10 - \log d)$$

$$m - M = -5 + 5 \log d$$

Vemos que la diferencia entre la magnitud aparente y la magnitud absoluta de una estrella solo esta una funcion de la distancia hacia la estrella. Por eso esta diferencia se llama **modulo de distancia**.

- Eso significa, si sabemos la magnitud absoluta y podemos medir la magnitud aparente conocemos la distancia de un objeto.

$$M = m + 5 - 5 \log d$$

$$d = 10^{0.2(m-M+5)} = 10^{0.2(\mu+5)}$$

$$M = m + 5 + 5 \log p$$

Ejemplos:

- Vega tiene una magnitud aparente de $m_V = 0.03$ mag y una paralaje de $p = 0.129$ arcsec (segundos de arco), entonces tiene una magnitud absoluta de $M_V = 0.58$ mag.
- El Sol tiene una magnitud aparente de $m_V = -26.74$ mag y una paralaje enorme de $p = 206264.806248$ arcsec.
La magnitud absoluta del Sol esta $M_{V,\odot} = +4.83$ mag.

Eso dos ejemplos son diferentes porque ambas estrellas están más cerca de nosotros que como 10 pc. Normalmente la magnitud aparente de una estrella es más larga que su magnitud absoluta (eso significa que el flujo aparente es menor que su flujo absoluto porque la mayoría de las estrellas tienen distancias más largas que como 10 pc).

Con eso ahora podemos calcular todas las magnitudes absolutas, si sabemos la luminosidad de una estrella:

$$M_{V,*} - M_{V,\odot} = -2.5 \log \left(\frac{L_*}{L_{\odot}} \right)$$

$$M_{V,*} = 4.83 - 2.5 \log \left(L_* \left[L_{\odot} \right] \right)$$

Colores de las estrellas

Colores de las estrellas



Las estrellas vienen en muchos colores diferentes.

El color nos dice la temperatura de la estrella de acuerdo a la Ley de Wien.

Más azul significa más caliente

Sistema de Clasificación de tipo espectral

50,000 K ← 3,000 K

Temperatura

O B A F G K M (L)

Our Best Astronomers Feel Good Knowing More

Oh Boy! An F Grade Kills Me!

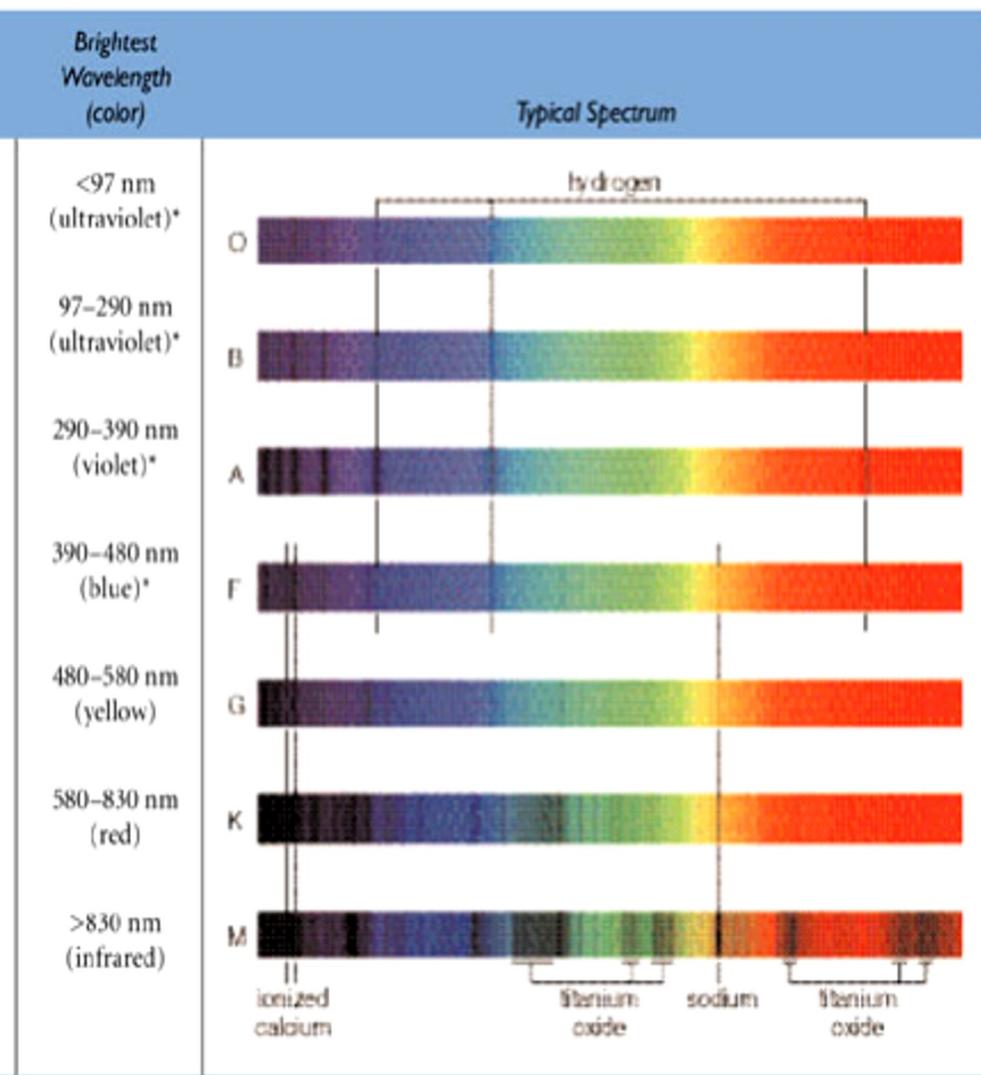
Oh Be A Fine Girl (Guy), Kiss Me!

Este esquema también tiene subcategorías. Dentro de una clase (por ejemplo, O), el segundo índice va de 0 a 9 (por ejemplo, O0 a O9). El Sol, por ejemplo, es la clase G2.

Spectral Type	Color	Temperature (K) [*]	Spectral Features
O		28,000-50,000	Ionized helium, especially helium
B		10,000-28,000	Helium, some hydrogen
A		7,500-10,000	Strong hydrogen, some ionized metals ^{**}
F		6,000-7,500	Hydrogen and ionized metals such as calcium and iron
G		5,000-6,000	Both metals and ionized metals, especially ionized calcium
K		3,500-5,000	Metals
M		2,500-3,500	Strong titanium oxide and some calcium

^{*} To convert approximately to Fahrenheit, multiply by 9/5.

^{**} Astronomers regard elements heavier than helium as metals.



Spectral Type	Example(s)	Temperature Range	Key Absorption Line Features
O	Stars of Orion's Belt	>30,000 K	Lines of ionized helium, weak hydrogen lines
B	Rigel	30,000 K–10,000 K	Lines of neutral helium, moderate hydrogen lines
A	Sirius	10,000 K–7,500 K	Very strong hydrogen lines
F	Polaris	7,500 K–6,000 K	Moderate hydrogen lines, moderate lines of ionized calcium
G	Sun, Alpha Centauri A	6,000 K–5,000 K	Weak hydrogen lines, strong lines of ionized calcium
K	Arcturus	5,000 K–3,500 K	Lines of neutral and singly ionized metals, some molecules
M	Betelgeuse, Proxima Centauri	<3,500 K	Molecular lines strong

Tipos espectrales de estrellas

Los tipos espectrales son definidas por el:

existencia de líneas de absorción que pertenece a varios elementos, iones y moléculas en el espectro de una estrella y la fuerza relativa de estas líneas

Sin embargo, el tipo espectral no está determinado por la composición de una estrella.

Todas las estrellas están hechas principalmente de hidrógeno y helio.

El tipo espectral está determinado por la temperatura de superficie de una estrella.

la temperatura dicta los estados de energía de los electrones en los átomos

la temperatura determina el tipo de iones o moléculas que existen

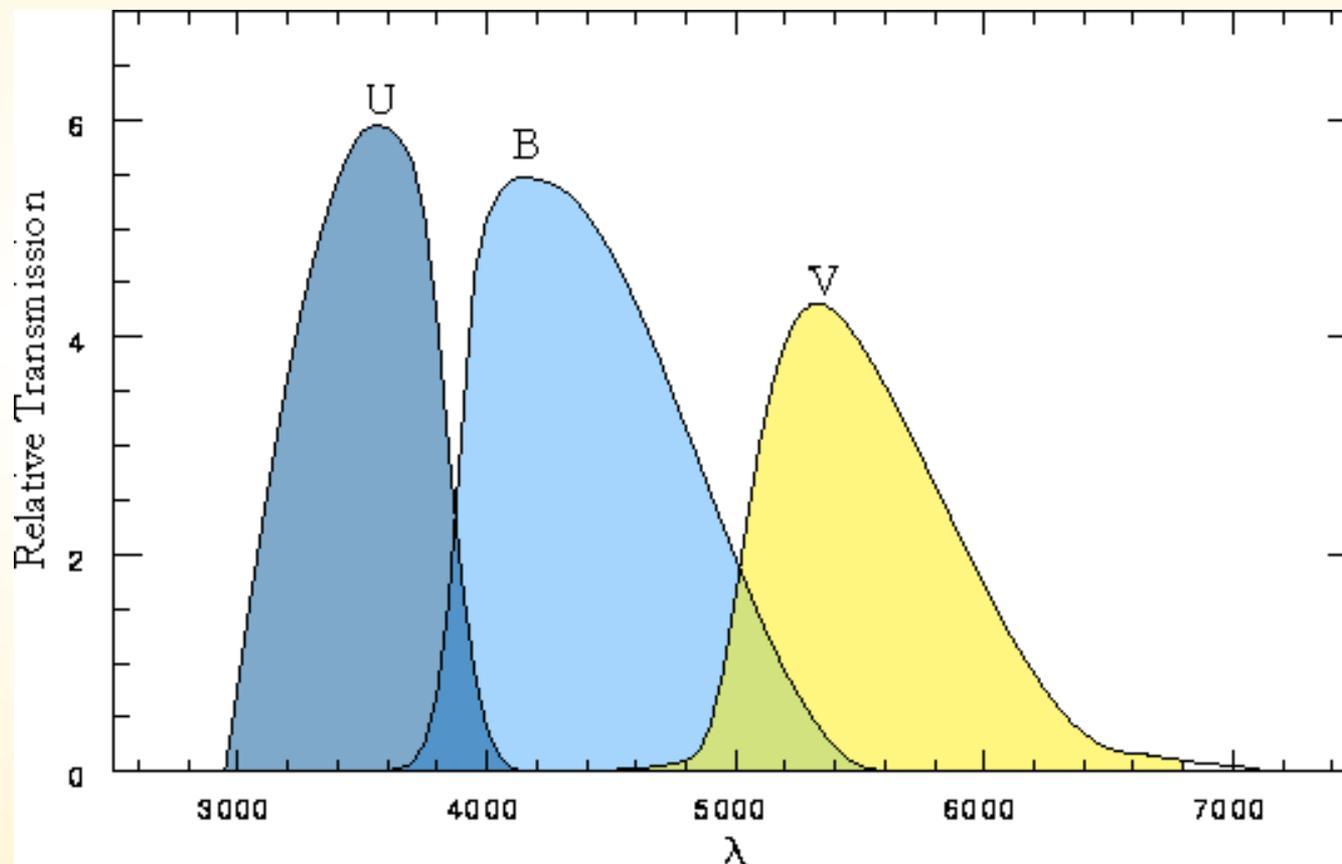
esto, a su vez, determina el número y la fuerza relativa de las líneas de absorción en el espectro de la estrella

Este hecho fue descubierto por
Cecilia Payne-Gaposchkin en 1925.



Cecilia Payne, trabajando en espectros estelares

Sistema fotométrico



El sistema U, B, V

En astronomía utilizamos filtros para medir la luz de una estrella en solo un rango pequeño del espectro electromagnético.

El sistema más conocido es el sistema de Johnson o el sistema UBV (o sistema Johnson-Morgan).

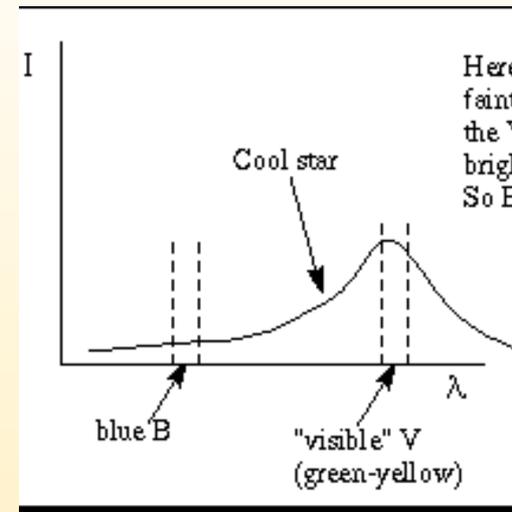
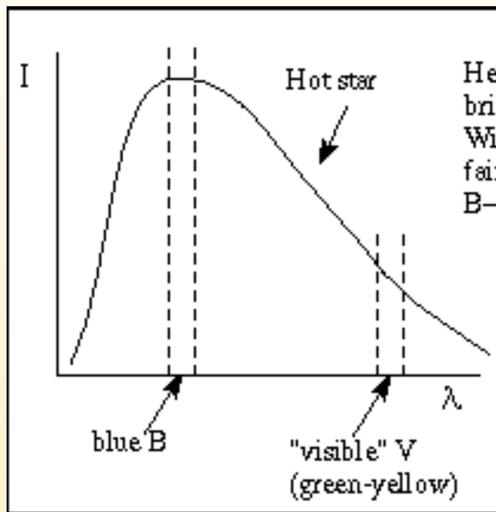
U es un filtro en el Ultravioleta con la transmisión máxima a $\lambda = 364$ nm, B es un filtro en el rango azul (Blue) con el máximo a $\lambda = 442$ nm y V es un filtro en el rango de luz Visual (que podemos ver) con $\lambda = 540$ nm.

Llamamos las magnitudes aparentes de una estrella en estos filtros también como $m_U = U$, $m_B = B$ y $m_V = V$.

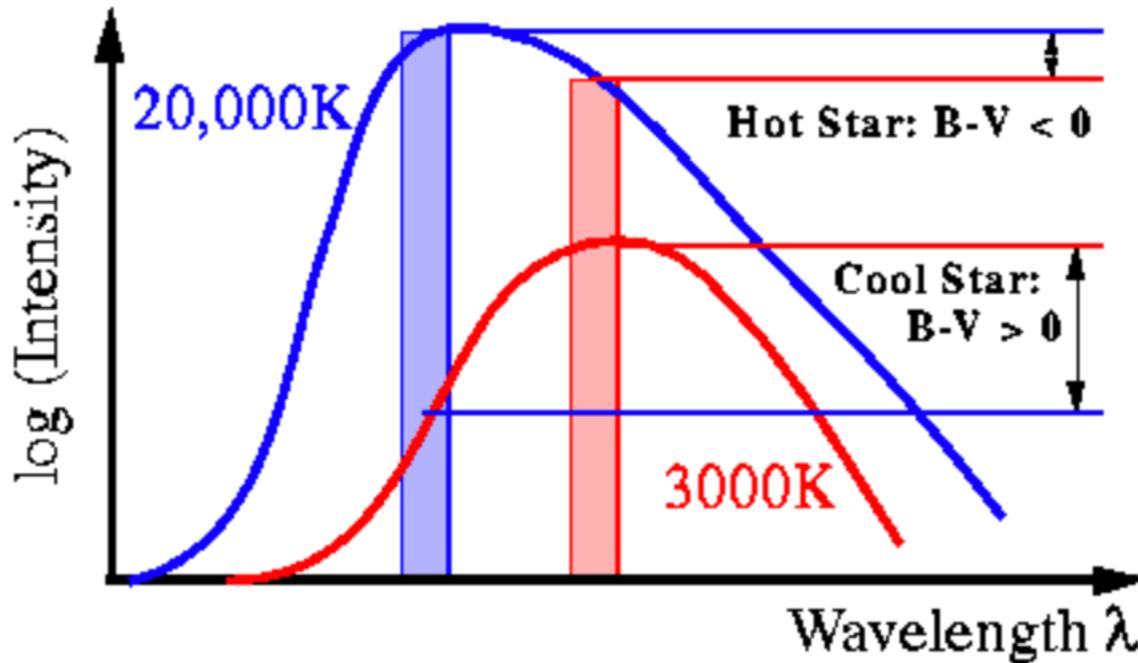
- UBV sistema fotométrico, también llamado el sistema de Johnson (o sistema Johnson-Morgan), es un sistema fotométrico de bandas anchas para la clasificación de estrellas de acuerdo a sus colores. Las letras U, B y V representan respectivamente la luz ultravioleta, azul, y la magnitud visual, que se miden para una estrella para su clasificación en el sistema UBV. La elección de los colores en el extremo azul del espectro se debe a la sensibilidad que las placas fotográficas tienen respecto a esos colores. Fue introducido en 1950 por astrónomos estadounidenses Harold Lester Johnson y William Wilson Morgan.



Una estrella emite luz con intensidades diferentes en diferentes longitudes de onda λ debido a su temperatura como un cuerpo negro. Una estrella caliente tiene su maxima en el rango ultravioleta y entonces el flujo F_B en el filtro B que recibimos es mas alto como el flujo en el filtro V: F_V . Por eso su magnitud aparente en el filtro azul $m_B = B$ es menor que la magnitud aparente en el filtro visual $m_V = V$. Con una estrella fria que tiene su maxima intensidad en el rojo todo esto es al revez.



The difference $B-V$ is the “color index” (recall *Blackbody lab*).



Estrella caliente:

$$F_B > F_V \Rightarrow m_B < m_V \Rightarrow B - V < 0.0$$

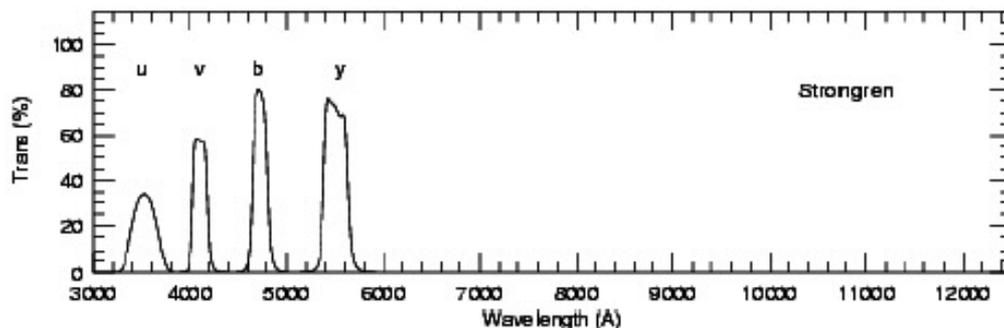
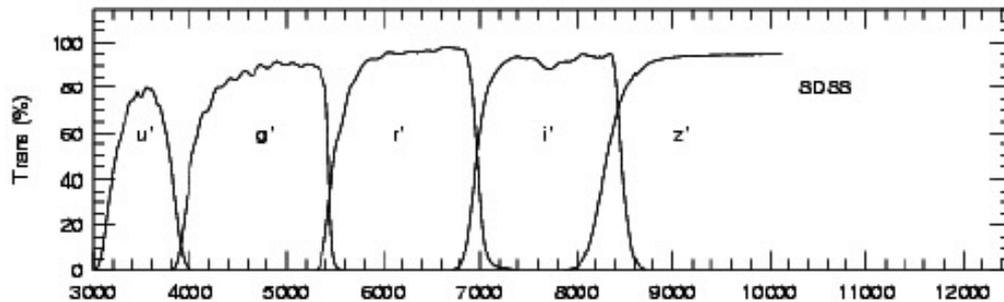
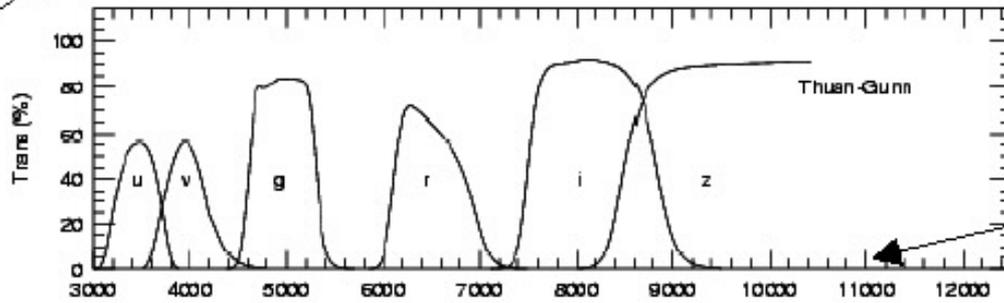
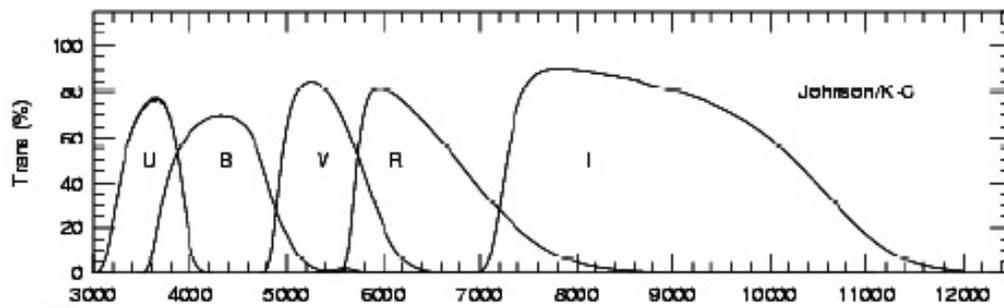
Estrella fría:

$$F_B < F_V \Rightarrow m_B > m_V \Rightarrow B - V > 0.0$$

Llamamos $U-B$ y $B-V$ **colores** de una estrella.

Por definicion Vega que es una estrella del tipo A0V tiene $U-B=0$ y $B-V=0$.

El color de una estrella esta una medida de su temperatura!



Hoy en dia hay mas filtros en el sistema Johnson hacia el rojo y el infrarojo.

Y el sistema de Johnson no esta el unico sistema de colores.

Sabemos que podemos clasificar una estrella si sabemos su luminosidad y su temperatura.

La magnitud absoluta esta una medida de la luminosidad y el color es una medida de su temperatura.

Y el modulo de distancia esta una medida de la distancia hacia la estrella.

$M_V \Rightarrow L$ Luminosidad

$m_V - M_V = \mu \Rightarrow d$ Distancia

$m_B - m_V = B - V \Rightarrow T$ Temperatura