AS 2002 - Auxiliar #1
Introducción General

Ismael Botti

19 de Marzo de 2009

1. Elementos básicos de astronomía

1.1. Distancias

Las distancias en astronomía son tan grandes que la unidad de kilómetro ya no resulta útil para describir distancias entre objetos astronómicos. Por esto se definen nuevas unidades sólo por efectos prácticos.

- *Unidad Astronómica*: Es la unidad útil en nuestro sistema solar (y en sistemas extra-solares). Corresponde a la distancia media entre el Sol y la Tierra, igual a 150 millones de kilómetros.

$$1\ UA = 1{,}5 \times 10^{11} m$$

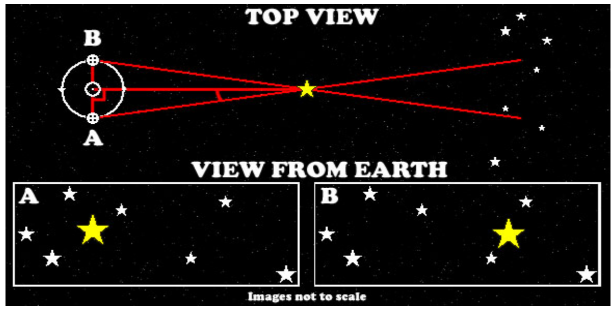
- *Años luz*: Para distancias más grandes se utiliza el año luz definido como la distancia que recorre la luz en un año (a su velocidad en el vacío = 300,000 $km\ s^{-1}$).

$$1\ al = 300000\ km\ s^{-1}\ \times 365{,}25 \cdot 24 \cdot 3600\ s = 9{,}46 \times 10^{15}\ m$$

- *Parsec*: Esta es una de las medidas más ocupadas en astronomía y corresponde a 3,3 al o a $\sim 206264\ AU$. Un objeto a un parsec de distancia tendría un paralaje anual de $1''$ (segundo de arco, ver la siguiente sección).

1.1.1. Paralaje

El paralaje se refiere al desplazamiento aparente de un objeto cercano respecto a estrellas u objetos astronómicos mucho más lejanos (o de fondo). Esta diferencia relativa tiene como causa el movimiento de la Tierra en su órbita (ver figura).
Se mide la diferencia angular en la posición de una estrella respecto a objetos de fondo (como cuasares, etc) y usando trigonometría es posible calcular su distancia.



Si p es el ángulo que forma el Sol con la Tierra y vértice en la estrella, entonces

$$\tan p = \frac{1\ AU}{d} \rightarrow d = \frac{1\ AU}{\tan p} \approx \frac{1\ AU}{p}$$

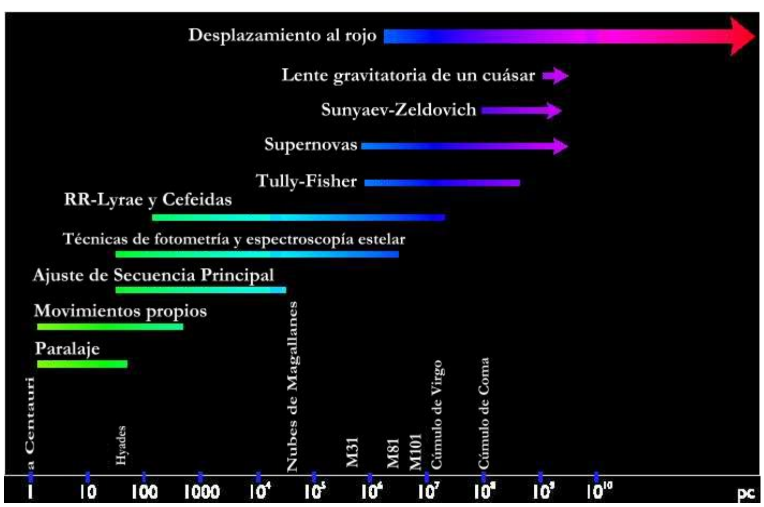
Pero p esta en radianes. Pasándolo a segundos de arco $1\ rad = 57{,}29^o \sim 206264''$, de donde

$$d = \frac{1\ AU}{p} = \frac{206264\ AU}{p''} = \frac{1}{p''} pc$$

Como ya lo habiamos definido, la distancia que se define cuando la estrella forma un ángulo $p = 1''$ es llamada *parsec*, es decir

$$1\ pc = 206264\ AU$$

El paralaje sólo sirve para objetos cercanos donde es posible medir el ángulo de paralaje. Para medir distancias más lejanas es necesario recurrir a otros indicadores de distancias como los que se muestran en la siguiente figura.

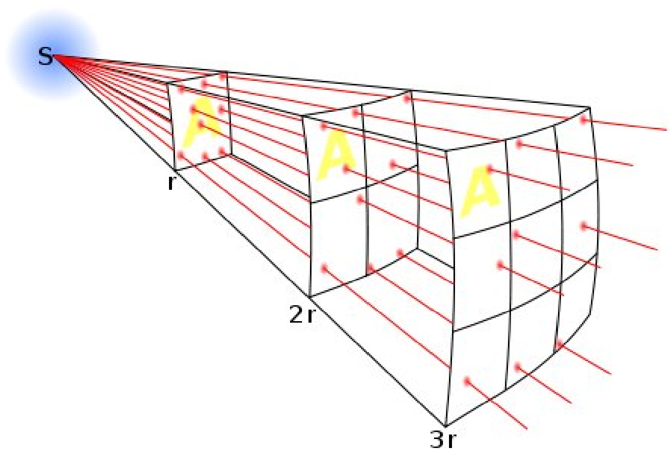


1.2. Escala de magnitudes

Las estrellas presentan distinto brillo por dos factores: *(a)* porque algunas estan más cerca que otras y *(b)* porque otras realmente son más brillantes intrínsecamente (más luminosas).
El brillo de una estrella, que mediremos como flujo f, depende de su distancia al observador r y de su luminosidad intrínseca L de la forma

$$f = \frac{L}{4\pi r^2}$$

(pues una estrella emite luz en forma isotrópica). Entonces se dice que el brillo dependiendo de la distancia sigue una ley de cuadrado inverso ($f \propto r^{-2}$) como se muestra en la figura.



- *Magnitud Aparente*
  Esta escala (que viene de Hiparco) divide a las estrellas dependiendo de su brillo aparente. Recordando la ley del cuadrado inverso para el brillo, mientras más lejos se encuentre una estrella, más débil se verá. La definición es tal que si dos objetos estan separados por 5 magnitudes hay una razon de 100 entre sus brillos (flujos). Matemáticamente queda como

  $$\frac{f_2}{f_1} = 100^{(m_1 - m_2)/5}$$

  Aplicando $\log_{10}$ obtenemos la fórmula más conocida

  $$m_1 - m_2 = -2{,}5 \log_{10}\left(\frac{f_1}{f_2}\right)$$

  De la definición vemos que mientras menor sea la menor magnitud aparente de un objeto, más brillante será. Así los objetos muy lejanos tendrán magnitudes aparentes muy grandes (el límite actual para los grandes telescopios es $m \sim 25$).

- *Magnitud Absoluta*
  A diferencia de la magnitud aparente (m), la mag. absoluta (M) no depende de la distancia, y es intrínseca al objeto, pues sólo esta relaciónada con su luminosidad. Se define como la magnitud que debe tener una estrella a una distancia fija de 10 pc.

Podemos relaciónar ambas magnitudes. Consideremos una estrella de luminosidad L a dos distancias distintas $d_1 = d$ y $d_2 = 10\ pc$. Así:

$$m_1 - m_2 = -2{,}5 \log\left(\frac{f_1}{f_2}\right) = -2{,}5 \log\left(\frac{\frac{L}{4\pi d^2}}{\frac{L}{4\pi(10pc)^2}}\right)$$

por definición de mag. absoluta, al estar $d_2 = 10\ pc$, entonces m_2 corresponde a M y encontramos

$$m - M = -2{,}5 \log\left(\frac{10\ pc}{d}\right)^2 = 5 \log\left(\frac{d}{10\ pc}\right)$$

A este resultado $m - M$ se le llama *módulo de distancia*, pues a partir de las magnitudes absoluta y aparente de un mismo objeto es posible encontrar su distancia.

1.3. Distribución espectral de energía

Las estrellas presentan, además de distintos brillos, distintos colores. Esto es porque la mayor cantidad de la radiación que emite una estrella esta definida por la temperatura de su superficie. Las estrellas radían como cuerpo negro, y por ende, si graficamos la cantidad de energía que emite por longitud de onda (a lo que llamaremos *distribución espectral de energía*), encontramos la función de Plank como en la figura 1.
Se pueden inferir dos leyes a partir de tal función: una relacionada con la longitud de onda peak de la radiación (relacionada con el color del cuerpo negro) llamada Ley de Wien, y la otra relacionada con la radiación total del cuerpo negro (integrando la función de Planck en longitud de onda), llamada Ley de Stefan-Boltzman.

- ***Ley de Wien:*** Al derivar e igualar la función de Planck encontramos que el peak de emisión se relaciona con la temperatura de la forma

  $$\lambda_{max} \times T = 0{,}29 \text{ cm K}$$

  Es decir, una estrella como el Sol, con $T_{superficie} = 6000\ K$, emitira la mayor parte de su radiación en $\lambda_{max} \sim 5000\mathring{A} = 5 \times 10^{-7} m$ que cae en el color amarillo (como era de esperar)[1]. Así esperamos que los objetos más calientes (mayor temperatura) se vean más azules (peaks a menor longitudes de onda).

[1]Ejercicio: calcularlo!

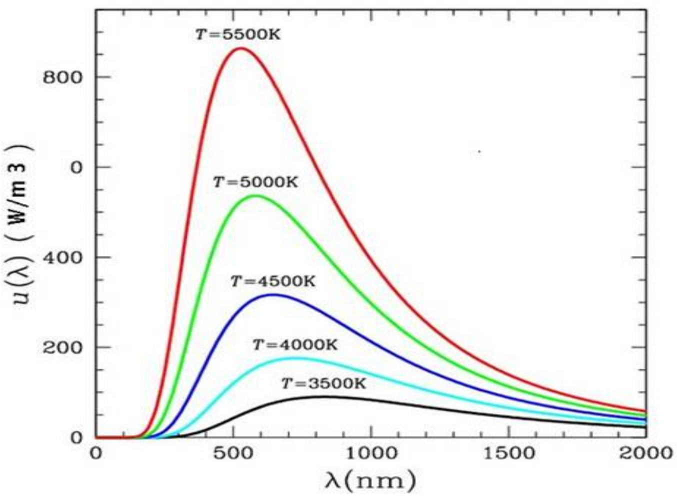


Figura 1: Radiación de Planck para cuerpos negros a distintas temperaturas. A mayor temperatura, mayor área bajo la curva (ley de Stefan-Boltzman) y menor λ_{max} (ley de Wien).

- ***Ley de Stefan-Boltzman:*** Un cuerpo negro a temperatura T y de área A tendrá una luminosidad dada por

  $$L = A\sigma T^4$$

  que para el caso de una estrella de radio $R_\star$ sera

  $$L = 4\pi R_\star^2 \sigma T^4$$

  donde $\sigma = 5{,}67 \times 10^{-8} W\ m^{-2}\ K^{-4}$ es la constante de Stefan Boltzman.
  Recordando la relación entre flujo y luminosidad vemos que el flujo en la superficie de la estrella es igual a

  $$F_{superficie} = \frac{L}{4\pi R_\star^2} = \sigma T^4$$