

# Estrellas: parte 3

**Dr. José Antonio García Barreto**

Investigador Titular B

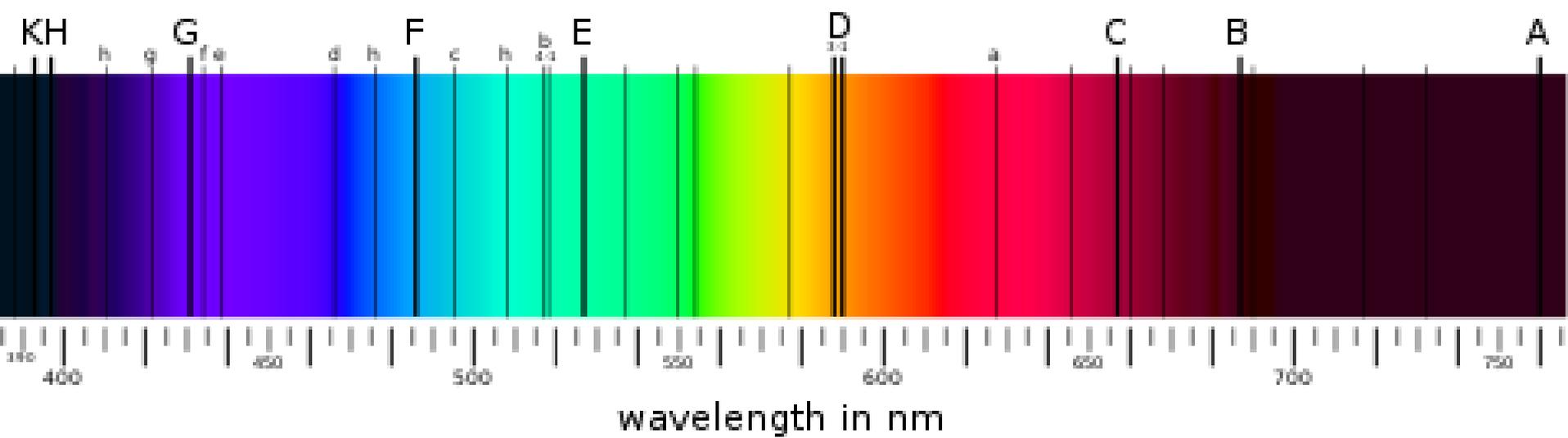
Instituto de Astronomía

Universidad Nacional Autónoma de México

Material didáctico para utilizarse en el curso ***Astrofísica General*** a nivel licenciatura para estudiantes de física ofrecido en la Facultad de Ciencias, UNAM, Mayo 2020

# 1) Espectroscopía de luz visible

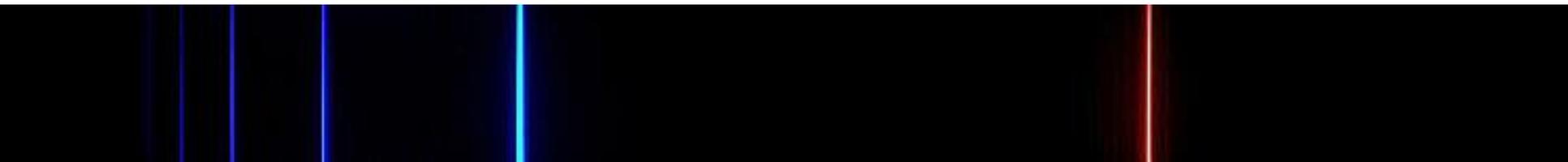
A finales del siglo XIX (1850-) ya se estaban fabricando rejillas reflectoras de luz visible para incluir en el sistema óptico de varios telescopios ópticos en el mundo para imitar el experimento de Newton y pasar la luz de las estrellas a través del sistema óptico para ver la emisión en colores en la banda de luz visible.



Ejemplo moderno de un espectro de luz visible del Sol, en donde se enfatiza con el color adecuado la emisión en intervalos grandes de longitud de onda violeta, azul, verde, amarillo, rojo, mas rojo. Longitud de onda aumenta de izquierda a derecha (mientras que frecuencia de la onda aumenta de derecha a izquierda).

El eje vertical en principio nos da la extensión angular (ancho) del espectrógrafo de la región del Sol que emite la luz.

En ciertas longitudes de onda, con intervalos muy muy pequeños, se observan líneas verticales negras. Estas líneas indican que a esas longitudes de onda ***no se recibe emisión***, es decir, son longitudes de onda específicas donde el gas en la atmósfera del Sol ***absorbe*** la luz que proviene de capas mas internas.



Ejemplo de un espectro de luz visible de objeto celeste al cual se le ha restado la emisión en intervalos de longitudes de onda grandes, es decir, la emisión de continuo y sólo se han dejado las emisiones en longitudes de onda específicas que corresponden a las líneas espectrales del gas hidrógeno neutro (H).

La línea roja se denomina  $H\alpha$  ( $\lambda \sim 6562.8\text{\AA}$ ),  
la línea azul cielo se denomina  $H\beta$  ( $\lambda \sim 4861\text{\AA}$ ),  
la línea azul a su izquierda es  $H\gamma$  ( $\lambda \sim 4340\text{\AA}$ ) etc.

El ancho de cada línea es, a primera  
aproximación, proporcional a la intensidad de la  
emisión o absorción.

## 2) Espectro visible de Estrellas

En 1863 Angelo Secchi clasificó a las diferentes estrellas en 4 diferentes grupos de acuerdo a la aparición de líneas de absorción (oscurecidas) en sus espectros.

A fines del siglo XIX se dieron cuenta los astrónomos que cada línea oscura (en absorción) era debida a la presencia de gas de un elemento químico (diferentes átomos).

Con el desarrollo de la física atómica y molecular a finales del siglo XIX, principios del siglo XX, se dieron cuenta que el gas hidrógeno presentaba varias líneas de absorción en el espectro de las estrellas.

Los espectros y el número de líneas oscuras era diferente para cada estrella observada (diferentes átomos, diferentes anchos de líneas, etc).

Las diferencias en los espectros de las estrellas

eran principalmente el resultado del grado de ionización (o diferentes niveles de energía en las transiciones electrónicas) de diferentes átomos y por lo tanto indicaban diferentes temperaturas superficiales de las estrellas.

El gas del átomo de hidrógeno neutro era el más abundante en cada espectro, y en un inicio las estrellas se clasificaron de acuerdo a “el ancho” de sus líneas, es decir, la cantidad de gas en absorción.

Por falta de imaginación de l@s ayudantes que analizaban los espectros, las estrellas se clasificaron con las letras del alfabeto greco-latino iniciando con la letra A para estrellas con líneas anchas de hidrógeno (H I se pronuncia “ache uno”) indicando gran cantidad de ese gas en su atmósfera, después la letra B con líneas menos anchas de H I, indicando menos cantidad de H I en sus atmósferas, y así sucesivamente.

La clasificación inicial era:

**A B C D E F G H I J K L M N O P Q ...**

Con el pasar de los meses y de varias observaciones, también identificaron líneas oscuras que pertenecían a otros átomos He, C, O, N, etc. La clasificación espectroscópica de cada estrella incluyó a estas otras líneas.

Las estrellas tipo M, O no presentaban líneas de absorción de hidrógeno, pero sí de otros átomos por ejemplo sodio (Na), hierro (Fe), nickel (Ni), magnesio (Mg), titanio (Ti), etc.

Esto sugería a primera aproximación, que esas estrellas no tenían gas hidrógeno en sus atmósferas.

Sin embargo la presencia de líneas de absorción de átomos más pesados que el átomo de H I e involucrando diferentes niveles de energía, por ejemplo: He II, [O III], O II, [Ni II], Si III, Si IV sugería que la temperatura superficial de las estrellas O era muy alta (por lo tanto todo el gas hidrógeno estaba ionizado es decir, formaba plasma con protones y electrones libres)

De forma similar correlacionaron la presencia de líneas de absorción de esos átomos en otro tipo espectral de estrellas y las personas que hacían la clasificación espectral de estrellas cambiaron el orden, preservando su letra original. Al paso de los meses y años , la clasificación espectral de las estrellas incluyen principalmente :

**O B A F G K M**

con la temperatura superficial de cada estrella disminuyendo de izquierda a derecha.

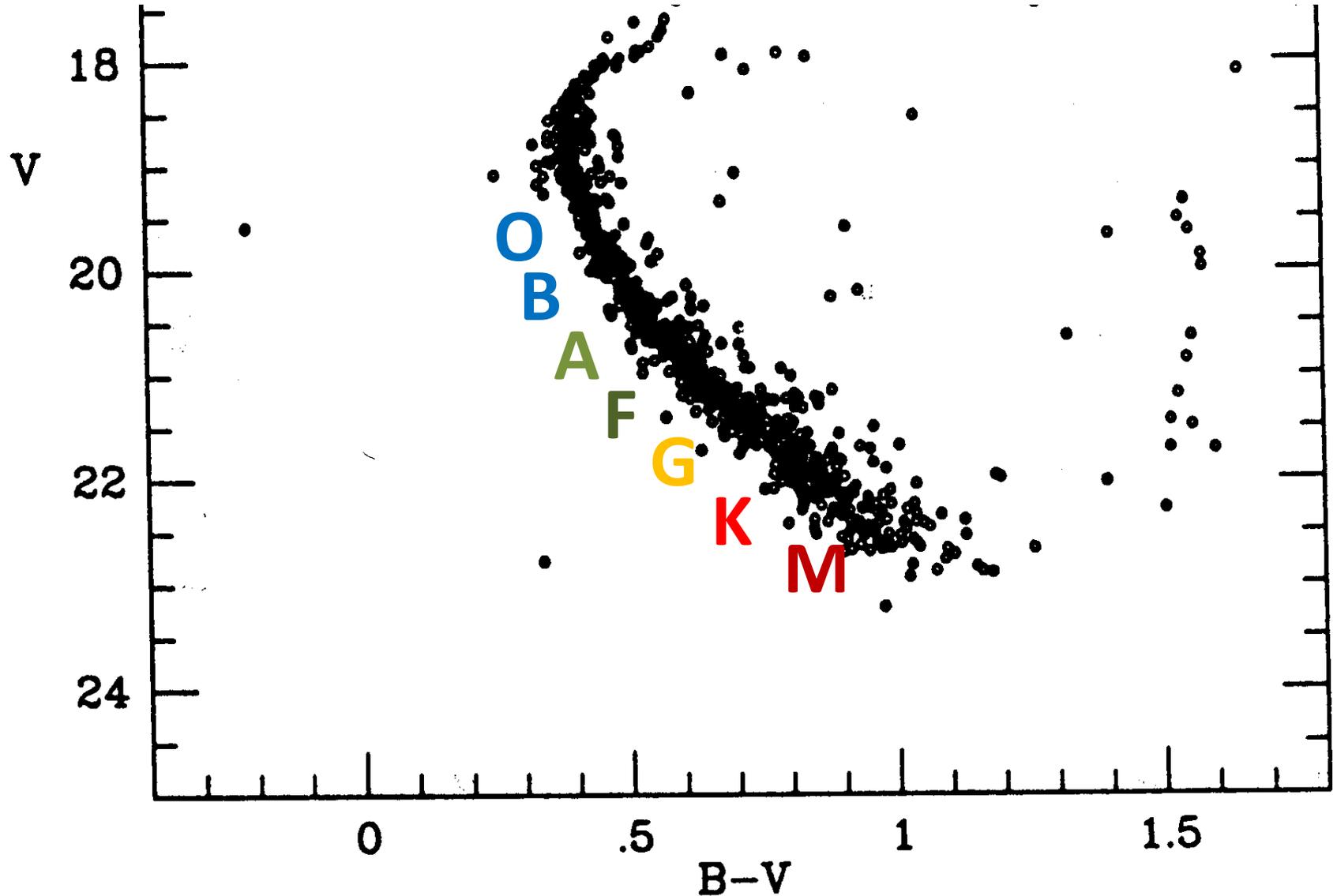
# 3) Clasificación Espectral y Colores de las Estrellas

Inmediatamente los astrónomos tenían por un lado la clasificación espectral de las diferentes estrellas y por otro lado tenían la distribución de las estrellas en el diagrama H-R con sus colores.

Se dieron cuenta de:

- ✓ Las estrellas O presentaban valores bajos de  $V$  y valores bajos del color  $B - V$ , es decir, estaban en la franja diagonal arriba a la izquierda!
- ✓ Las estrellas M presentaban valores altos de  $V$  y valores altos del color  $B - V$ , es decir, estaban en la franja diagonal abajo a la derecha!
- ✓ Las estrellas G presentaban valores medios de  $V$  y valores medios del color  $B - V$ , es decir, se encontraban en la parte media de la franja diagonal.

Colocando la clasificación espectral en el Diagrama H- R, se tiene:



De acuerdo a la pequeña pero significativa  
diferente temperatura superficial, la clasificación  
espectral de estrellas se pueden subdividir en 10  
por ejemplo:

O 0, O 1, O 2, O 3, ..., O 9

B 0, B 1, B 2, B 3, ..., B 9

⋮

G 0, G 1, G 2, G 3, ..., G 9

K 0, K 1, K 2, K 3, ..., K 9

M 0, M 1, M 2, M 3, ..., M 9

Temperatura decreciendo de izquierda a derecha

# 4) Masa del Sol

Hasta ahora en este curso, del Sol ya conocemos

- a) el diámetro del Sol,
- b) la temperatura superficial,
- c) su luminosidad,
- d) su clasificación espectral: G 2

**Pero nos falta estimar su masa.**

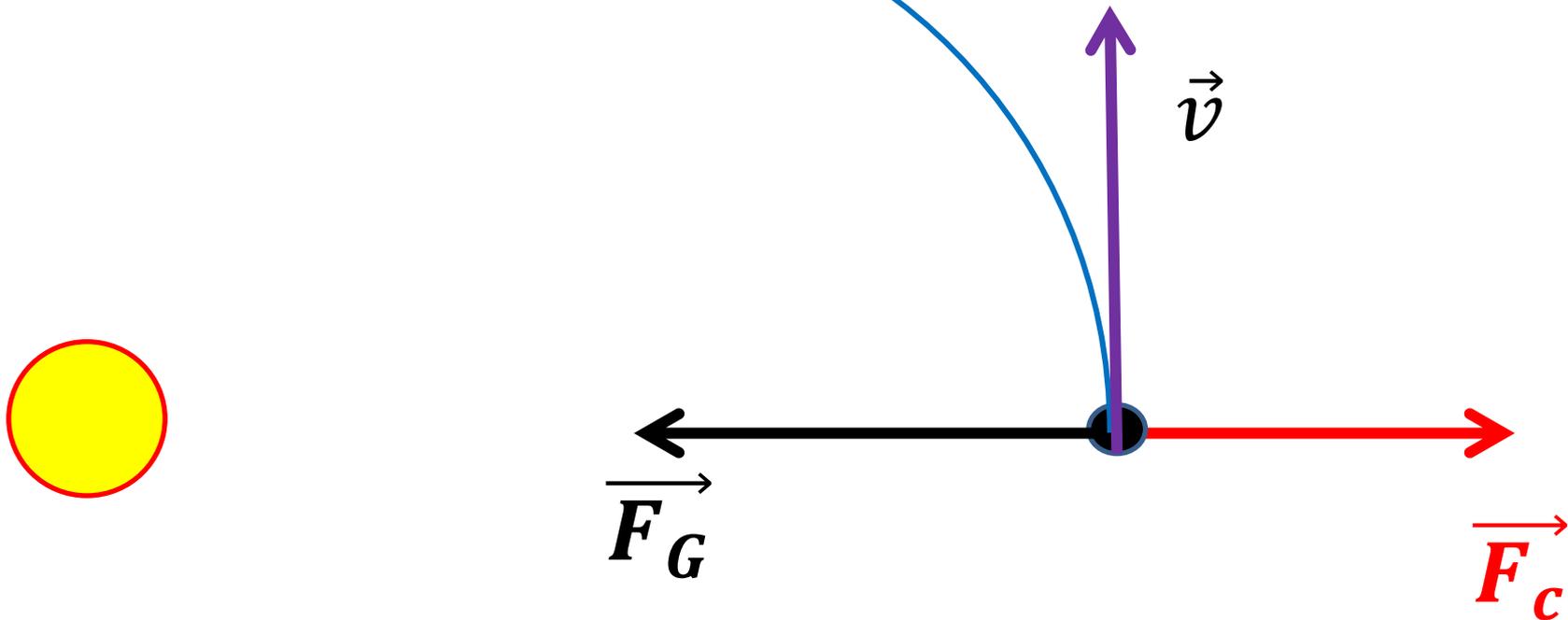
Así mismo de la Tierra, en este curso, ya sabemos:

- ✓ el tiempo de traslación alrededor del Sol
- ✓ La distancia Tierra – Sol.

Para estimar la masa del Sol utilizaremos el dato observacional que la Tierra está en equilibrio de fuerzas al trasladarse alrededor del Sol.

❖ Existe la fuerza gravitacional del Sol que trata de llevarse a la Tierra hacia él.

❖ Existe la fuerza centrípeta cuyo origen es el movimiento “circular” de la Tierra alrededor del Sol que trata de mantener la Tierra en un movimiento tangencial alejándola del Sol.



Las dos fuerzas son en dirección radial.

$$F_G = \frac{GMm}{R^2} \quad (1)$$

$$F_C = m \frac{v^2}{R} \quad (2)$$

Igualando los lados derechos de las expresiones (1) Y (2), tenemos, después de simplificar:

$$M = \frac{v^2 R}{G} \quad (3)$$

Necesitamos estimar la velocidad, y para eso Utilizamos los datos : 1) la circunferencia de un círculo es igual a pi por diámetro,  $C=\pi D$ , y 2) El tiempo de traslación es de 365.2421 días.

$$v = \frac{2\pi(1.49597870691 \times 10^8 km)}{365^d . 2421 \times \frac{86400^s}{1^d}} \quad (4)$$

$$v \approx 29.78 \frac{km}{seg} \quad (5)$$

En términos astronómicos, éste valor de la velocidad de la Tierra en su movimiento de traslación alrededor del Sol, es muy muy baja en comparación con la velocidad de la radiación E&M (o velocidad de la luz).

Pero, ¿cuál es el valor en km/hora?

$$v \approx 107,229.2 \frac{km}{hr} \quad (6)$$

¿cuál es el valor en cm/seg?

$$v \approx 2.978 \times 10^6 \frac{cm}{seg} \quad (7)$$

Reescribiendo la expresión para determinar la Masa del Sol (expresión [3]), se tiene

$$M = \frac{v^2 R}{G} \quad (3)$$

$$M = \frac{(2.978 \times 10^6)^2 \times 1.49597870691 \times 10^{13}}{6.67 \times 10^{-8}} \quad (8)$$

$$M_{\odot} \approx 1.98 \times 10^{33} \text{ g} \quad (9)$$

# 5) Cociente Masa/Luminosidad del Sol

Recordando la expresión para la luminosidad del Sol,

$$L_{\odot} = 4\pi(R_{\odot})^2 \mathcal{F}_{\odot} \quad (10)$$

Substituyendo valores:

$$L_{\odot} = 4\pi(6.95 \times 10^{10})^2 6.27 \times 10^{10} \quad (11)$$

$$L_{\odot} \approx 3.81 \times 10^{33} \frac{erg}{s} \quad (12)$$

Por lo tanto el cociente masa sobre luminosidad del Sol es:

$$\left(\frac{M}{L}\right)_{\odot} \approx \frac{1.98}{3.81} \quad (13)$$

$$\left(\frac{M}{L}\right)_{\odot} \approx 0.52 \quad (14)$$

Este resultado es super importante porque es estimado de valores observables del Sol.

Cualitativamente nos dice: la masa de la estrella Sol (en g), es igual a una constante (0.52 con unidades  $\text{g} / ([\text{erg}/\text{s}])$ ) por su luminosidad (en  $\text{erg}/\text{s}$ ).

## 6) Luz es indicador de Masa

Si se aplica a otras estrellas, las cuales están muy lejanas como para estimar el tiempo de traslación de algún planeta a su alrededor y la distancia de la estrella a ese planeta para estimar su masa, podemos utilizar esta relación como primera aproximación, si por algún método podemos estimar su(s) luminosidad(es).

$$M \approx \textit{constante} \times L \quad (15)$$