

# Astrofísica

## Conceptos básicos.

La astrofísica es una rama de la astronomía que se centra en entender los fenómenos físicos que suceden en el universo mediante los principios y métodos de la física. Esta disciplina se dedica a investigar los objetos celestes, como estrellas, planetas, galaxias, agujeros negros, así como la materia y la energía que los constituyen.

Los astrofísicos exploran una amplia variedad de fenómenos cósmicos, que abarcan desde la formación y evolución de estrellas y galaxias, la física de los agujeros negros y otros objetos compactos, hasta la naturaleza de la materia y la energía oscuras, además de la cosmología, que analiza el origen, la evolución y la estructura a gran escala del universo.

Para llevar a cabo sus investigaciones, los astrofísicos utilizan observaciones astronómicas, experimentos de laboratorio, simulaciones por computadora y modelos teóricos. Su objetivo es comprender los procesos físicos fundamentales que rigen el universo y cómo interactúan los diferentes componentes cósmicos para generar la diversidad de fenómenos observados.

A través de esta parte del material de apoyo definiremos y estudiaremos varios de los conceptos clave para entender los fenómenos astrofísicos.

## Unidades de medición

En este punto debería ser casi obvio para la persona lectora que las unidades convencionales resultan un poco incómodas para los fenómenos astrofísicos. Por ejemplo, es usual que el tiempo sea medido en años en vez de segundos, esto es porque se toma lo que ocurre en la Tierra como referencia: ésta tarda un año en dar la vuelta al Sol. Los procesos de formación estelar o de etapas de muerte estelar se dan usualmente en años, esto para evitar acumulación de dígitos en la basta cantidad de datos.

Es por ello que también se toma el Sol como referencia: las masas se dan en masas solares en vez de kilogramos, las luminosidades en luminosidades solares, etc.

En el Cuadro 1 se leen una serie de cantidades físicas, su uso común en astrofísica y su referencia en unidades del Sistema Internacional (SI).

Cantidad	Uso Astronomía	Símbolo	En unidades SI
Luminosidad	Luminosidad Solar	$L_{\odot}$	$3,828 \times 10^{26}$ W
Masa	Masa Solar	$M_{\odot}$	$2 \times 10^{30}$ kg
Distancia	Radio Solar	$R_{\odot}$	$6,957 \times 10^5$ km
Distancia	Unidad Astronómica	AU	$1,496 \times 10^8$ km
Distancia	Parsec	pc	$3,086 \times 10^{13}$ km
Distancia	Año luz	ly	$9,461 \times 10^{12}$ km
Tiempo	Año	y	$3,154 \times 10^7$ s
Rapidez	Kilometro por hora	km/h	0,278 m/s

Cuadro 1. Cantidades astronómicas de interés y sus diferentes contrapartes en el SI.

De estas claramente las que acunan el término solar simplemente toman los valores del Sol como referencia. La Unidad Astronómica es la distancia media entre el Sol y la Tierra mientras que el parsec tendrá su definición cuando profundicemos en la medición de los paralajes estelares.

Es claro que no hay que saberse exactamente los valores de cada cantidad pero si entender lo que significan. Otra cosa importante es que estas nuevas unidades y lo visto en el primer documento de esta serie sobre leyes de Kepler nos permiten utilizar la constante de gravitación con un valor distinto:

$$G = 4\pi^2 \frac{\text{AU}^3}{M_{\odot} \text{y}^2} \quad (1)$$

Esta forma de la constante gravitacional se vuelve extremadamente útil a la hora de aplicar cálculos astronómicos.

## Luz

Prácticamente toda la información que conocemos de las estrellas y galaxia proviene de analizar su radiación electromagnética. Básicamente esta radiación es lo que llamamos luz. La luz tiene dualidad onda – partícula, lo que quiere decir que bajo ciertas condiciones exhibe características de una partícula y bajo otras exhibe características de onda.

En una onda viajera (como la luz) podemos definir dos parámetros muy importantes: la frecuencia y la longitud de onda. En pocas palabras y sin entrar en mucho detalle la frecuencia nos dice el número de ciclos que la onda oscila por unidad de tiempo y la longitud de la onda es la distancia entre dos picos o dos valles de oscilación en el espacio.

Para las ondas electromagnéticas como la luz su frecuencia y longitud de onda se relacionan a través de la siguiente expresión:

$$c = \lambda \nu \quad (2)$$

Donde  $c$  es la velocidad de la luz en el vacío, una de las constantes más importantes de la física cuyo valor es de  $3,0 \times 10^8$  m/s;  $\nu$  es la frecuencia y  $\lambda$  es la longitud de onda.

Debido a la relación (2) se puede ver que la frecuencia y la longitud de onda son inversamente proporcionales, es decir, a mayor frecuencia menor longitud de onda. Es también importante recalcar que la frecuencia está directamente ligada a la energía de la onda, así pues entre mayor sea la frecuencia mayor será la energía de la onda de luz y por el contrario entre mayor su longitud de onda menor será su energía.

Todos los rangos de frecuencias y longitud de onda han sido clasificados en el espectro electromagnético, es en él donde se clasifican los rayos de luz que nos llegan de las estrellas de acuerdo a su magnitud en frecuencia o en longitud de onda como se puede ver en la Figura 2.

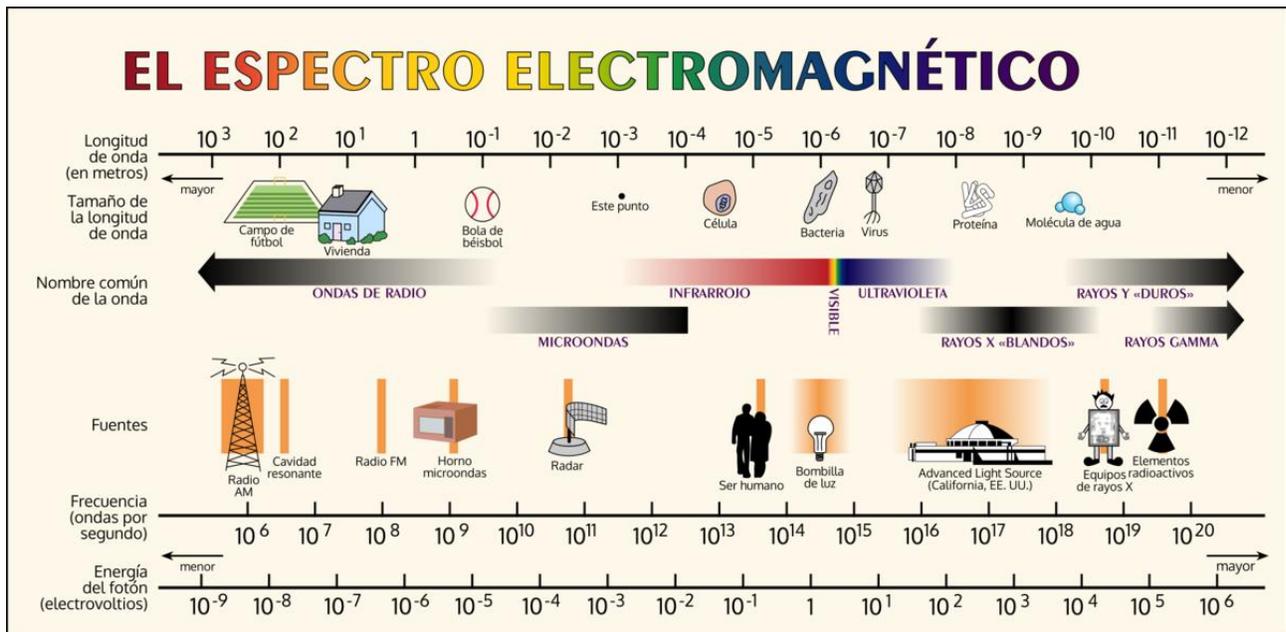


Figura 2. Espectro electromagnético

A partir de la Figura 2 podemos ver que las ondas de luz menos energéticas (de menor frecuencia y mayor longitud de onda) son las ondas de radio mientras que las de mayor energía (mayor frecuencia y menor longitud de onda) son los llamados rayos gama. Entre estos dos extremos de radiación están las microondas, el infrarrojo, los rayos ultravioleta, los rayos X, etc. Lo que el ser humano puede ver a través de su ojo es la pequeña parte en la Figura que llamamos el visible; es por esto por lo que para ver los otros tipos de luz (tanto radio como rayos gamma) los astrofísicos utilizan telescopios y detectores de acuerdo a la radiación proveniente del cielo que les apetezca estudiar.

La persona lectora podrá preguntarse si toda esa radiación nos llega así como si nada desde el espacio. Evidentemente esto no es así por los peligros que acarrearía para la humanidad tal situación. En ese caso la atmósfera de la Tierra por así decirlo filtra parte de la radiación.

## Brillo Estelar

Una vez aclarado cómo es que detectamos la luz de las estrellas es importante ahora analizar como se clasifican las estrellas de acuerdo con la cantidad de luz que nos llega de ellas. Empezaremos con un concepto antiguo que aún es utilizado hoy en día por los astrónomos y astrofísicos: la magnitud.

Alrededor del año 150 A.C. Hiparco y Ptolomeo dividieron a las estrellas en 6 clases de brillo llamadas magnitudes aparentes  $m$ . Así estrellas con magnitud  $m = 6$  eran los objetos de menor brillo posible mientras que objetos de magnitud  $m = 1$  eran las estrellas más brillantes del cielo. Es entonces importante notar que la magnitud aumenta para objetos de menor brillo.

En 1856 Pogson descubrió que una diferencia de magnitudes  $\Delta m = 5$  corresponde a una razón de flujos de energía proveniente de dos estrellas distintas de  $\mathcal{F}_2/\mathcal{F}_1 = 100$ . El flujo de energía es que atraviesa un área en un tiempo dado. Entonces la relación del flujo de las estrellas y sus magnitudes aparentes están dadas por:

$$\frac{\mathcal{F}_2}{\mathcal{F}_1} = 100^{\frac{m_1 - m_2}{5}} = 10^{\frac{m_1 - m_2}{2.5}} \quad (3)$$

O también

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{\mathcal{F}_1}{\mathcal{F}_2} \quad (4)$$

La ecuación (4) se conoce como relación de Pogson. Un ejemplo de escala de magnitudes puede ser vista en la Figura 3.

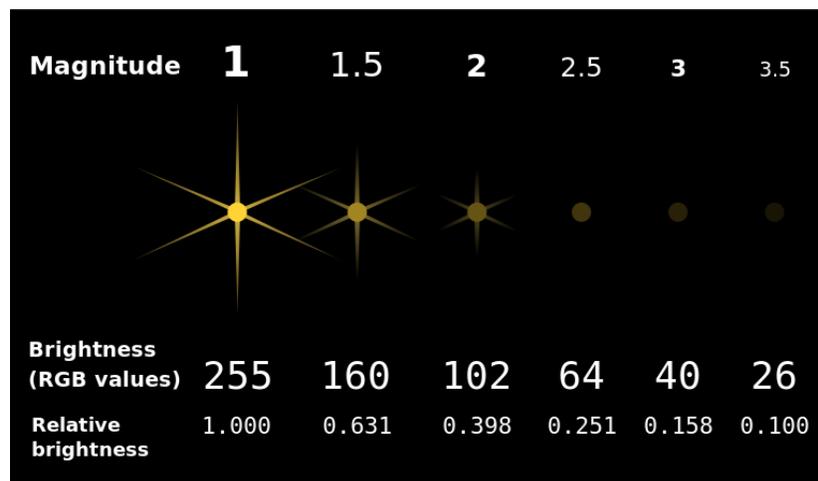


Figura 3. Ilustración de fuentes de luz desde magnitudes de 1,0 a 3,5 en incrementos de 0,5.

### Ejercicios:

1. Los telescopios más grandes pueden detectar estrellas o galaxias de magnitud  $m = 26$ . ¿Qué tanto más débiles lumínicamente son estos objetos en comparación con una estrella de  $m = 1$  como Antares?
2. Una estrella B es 1000 veces más brillante que otra estrella A. ¿Cuál es la diferencia de magnitudes aparentes entre las dos estrellas?
3. Calcule cuántas estrellas tiene un cúmulo abierto de magnitud aparente integrada  $m_{vc} = 4,3$  considerando que todas las estrellas tienen igual magnitud aparente individual  $m_{ve} = 10,3$ .

### Índice de Color

Bajo cualquier tipo de observación astronómica, el color de las estrellas y galaxias varía considerablemente. Una forma de medir el color es la de medir dicho parámetro usando filtros a longitudes de onda fijas y luego comparar flujos de energía:

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = -2,5 \log \frac{\mathcal{F}_{\lambda_1}}{\mathcal{F}_{\lambda_2}} \quad (5)$$

Así la cantidad  $m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$  es llamada color o índice de color. Los índices más utilizados son el visible (V), ultravioleta (U) y azul (B). Por ejemplo, el índice  $B - V$  denota la diferencia de magnitudes entre observaciones con filtros de luz azul y luz visible.

### Radiación de Cuerpo Negro

Un cuerpo negro es una idealización de un objeto que absorbe TODA la radiación que incide sobre él. Es útil porque muchos objetos que están próximos al equilibrio térmico como las estrellas emiten en radiación aproximada a la de un cuerpo negro.

La intensidad de radiación de un cuerpo negro a cierta frecuencia está dada por la llamada distribución de Planck:

$$B_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp\left(\frac{h\nu}{kT}\right) - 1} \quad (6)$$

Donde  $h$  es la constante de Planck la cual es  $6,63 \times 10^{-34}$  J.s,  $k$  es la constante de Boltzmann  $1,38 \times 10^{-23}$  J/K,  $\nu$  es la frecuencia y  $T$  es la temperatura.

Podemos, a través de (2) reescribir la ecuación (6) no para cierta frecuencia sino para una longitud de onda específica:

$$B_\lambda = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp\left(\frac{hc}{\lambda kT}\right) - 1} \quad (7)$$

Clásicamente la intensidad de radiación (6) puede tomarse para casos extremos de baja frecuencia, es decir donde  $h\nu \ll kT$  como:

$$B_\nu \approx \frac{2\nu^2 kT}{c^2} \quad (8)$$

Este caso se conoce como la ley de Rayleigh-Jeans sin embargo conforme se aumenta la frecuencia simplemente la intensidad no coincide experimentalmente con la ecuación (8), lo anterior se conoce como catástrofe ultravioleta.

Por otro lado, cuando las frecuencias en cuestión son lo suficientemente altas  $h\nu \gg kT$  se cumple la ley de desplazamiento de Wien:

$$\frac{\nu_{max}}{T} = 5,9 \times 10^{10} \frac{\text{Hz}}{\text{K}} \quad (9)$$

O en términos de la longitud de onda

$$\lambda_{max} T = 0,29 \text{ cm. K} \quad (10)$$

Esta ecuación nos dice para una temperatura dada en dónde está la longitud de onda o la frecuencia máxima de la intensidad del cuerpo negro.

## Distancias Estelares

Estrellas relativamente cercanas se pueden observar en diferentes posiciones de la esfera celeste mientras la Tierra se mueve alrededor del Sol. La configuración que ocurre en una posición determinada de la órbita terrestre alrededor del Sol permite hacer un cálculo aproximado de la distancia estelar utilizando el llamado paralaje estelar p. Esto es más sencillo de entender cuando observamos la Figura 4.

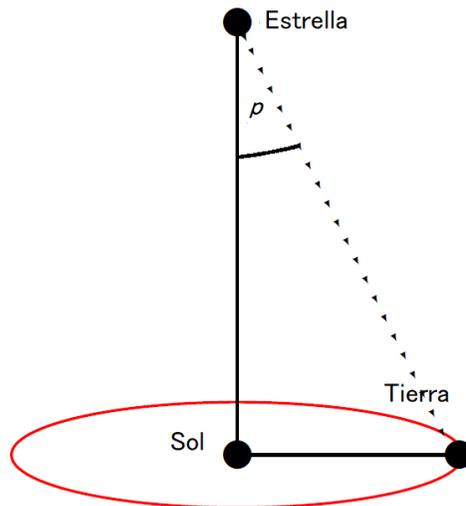


Figura 4. Configuración para medir distancias estelares a través del paralaje estelar.

La relación que debe cumplirse en el triángulo rectángulo es

$$\text{sen } p = \frac{AU}{d} \quad (11)$$

Donde AU es la unidad astronómica que como ya vimos es la distancia media entre la Tierra y el Sol y  $d$  es la distancia a la estrella. Sin embargo, es siempre cierto que el ángulo de paralaje es muy pequeño  $p \ll 1$  y por lo tanto se puede aproximar  $\text{sen } p = p$ . Es así como introducimos la definición de distancia en parsecs: se define el parsec como la distancia desde la Tierra a una estrella que tiene un paralaje de 1 segundo de arco. La expresión entonces es:

$$d[\text{pc}] = \frac{1}{p['']} \quad (12)$$

Aquí las unidades están encerradas en paréntesis cuadrados. La ecuación (12) quiere decir que una estrella con un paralaje de  $n$  segundos de arco está a una distancia de  $1/n$  parsecs. En unidades astronómicas 1 parsec equivale a 206265 AU.

## Luminosidad y Magnitud Absoluta

La luminosidad total  $L$  está dada por el producto de su superficie  $A = 4\pi R^2$  con su radiación por unidad de área  $\sigma T^4$  donde  $\sigma$  es la constante de Stefan-Boltzmann equivalente a  $5,67 \times 10^{-8} \text{ W}/(\text{m}^2\text{K}^4)$ . Por tanto la luminosidad será:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (13)$$

Como el brillo o flujo de energía puede describirse como  $\mathcal{F} = L/A$  obtenemos de nuevo una ley de inverso de distancia cuadrada para el flujo en términos de la luminosidad:

$$\mathcal{F} = \frac{L}{4\pi r^2} \quad (14)$$

En la ecuación (14) el  $r$  representa una distancia mayor al radio  $R$  de la estrella. Esto quiere decir que, como muchas otras ecuaciones en la física, el brillo o flujo decae con el cuadrado de la distancia, i.e conforme nos alejamos de la fuente de luz menos brillante nos parecerá.

El brillo discutido al inicio de este documento se basa en flujos que nos llegan solamente a la Tierra y no toma en cuenta flujos en otras distancias desde las estrellas, es por ello que  $m$  es llamada magnitud aparente. Podemos pues definir otra magnitud, denotada con  $M$ , la cual llamamos magnitud absoluta cuya característica es que representa el flujo a una distancia de 10 pc.

Como entonces ya sabemos a través de la ecuación (14) que el flujo es inversamente proporcional al cuadrado de la distancia, podemos restar la magnitud aparente  $m$  de una estrella a una distancia  $d$  desde la tierra a la magnitud absoluta  $M$  de esa misma estrella pero a una distancia de 10 pc. Esto es usando (4):

$$m - M = 2.5 \log \left( \frac{d}{10\text{pc}} \right)^2 \quad (15)$$

O usando propiedades de logaritmos:

$$m - M = 5 \log \frac{d}{10\text{pc}} \quad (16)$$

Por su relación clara con la distancia a la cantidad  $m - M$  se le llama módulo de distancia.

### Ejercicios:

1. Si el flujo de energía promedio que recibimos del Sol en la Tierra ronda los  $1365 \text{ W/m}^2$  encuentre la luminosidad y la temperatura efectiva del Sol.
2. Procyon A es la estrella más brillante en la constelación de Can Menor y la octava estrella más brillante en el cielo nocturno, tiene un radio  $R$  que es dos veces más grande que el del Sol, la temperatura de su superficie es de  $T=6350 \text{ K}$ . Calcular la luminosidad de Procyon.
3. Encuentre el Flujo de energía que recibe una nave espacial debido a Procyon A si se encuentra a una distancia de  $2 \text{ pc}$  de esta estrella.
4. La estrella A, de magnitud absoluta  $M_A = -1$  y ubicada a  $10 \text{ pc}$  de distancia, se ve desde la Tierra con igual brillo aparente que la estrella B, de magnitud absoluta  $M_B = -4$ .
  - a. ¿A qué distancia se encuentra la estrella B?
  - b. ¿Cuál es su paralaje?

### Clasificación Espectral y Diagrama Hertzsprung-Russel

A grandes rasgos podemos clasificar a las estrellas por las líneas espectrales que obtenemos de ellas. ¿Qué es una línea espectral? Pues por ahora diremos simplemente que una línea espectral ocurre cuando en un gas (de lo que están hechas las estrellas) se aumenta o disminuye la energía de las partículas que lo conforman. Esos cambios de energía quedan registrados como picos (líneas) en la lectura de energía (espectro) que hacemos acá en la Tierra a través de su radiación.

Ahora bien, una de las líneas espectrales más importantes es creada cuando este tipo de cambios energéticos ocurren en el hidrógeno de las estrellas y le llamamos línea  $H\alpha$  (H alfa). Dependiendo de la intensidad con que se registre esta línea y de si hay presencia de otros elementos como el Helio o incluso si se encuentran elementos ionizados (que hayan ganado o perdido electrones producto también de cambios energéticos), podemos clasificar a las estrellas por su tipo espectral como se puede ver en el Cuadro 2.

Tipo Espectral	Temperatura (K)	Característica Espectral Principal
O	30000	Línea $H\alpha$ débil, presencia de Helio ionizado.
B	20000	Línea $H\alpha$ moderado, presencia de Helio neutro moderadamente.
A	10000	Línea $H\alpha$ fuerte, presencia de Helio neutro muy débilmente.
F	7000	Línea $H\alpha$ moderado, presencia de elementos pesados ionizados.
G	6000	Línea $H\alpha$ poco débil, presencia de elementos pesados ionizados.
K	4000	Línea $H\alpha$ débil, presencia de elementos pesados ionizados.
M	3000	Línea $H\alpha$ muy débil, presencia de átomos neutros y moléculas.

Cuadro 2. Clase Espectral de las Estrellas.

Entre 1905 y 1913, Hertzsprung y Russell examinaron la distribución de las luminosidades estelares para diferentes clases espectrales. La última cantidad caracteriza la temperatura superficial  $T$ , y dado que la luminosidad es proporcional a  $T^4$  y a la superficie estelar a través de  $R^2$ , se espera una amplia distribución en este diagrama. Como se muestra en la Figura 5, este no es el caso y las estrellas aparecen solo en regiones bien definidas del diagrama de Hertzsprung-Russell (HR). Por lo tanto, no se permiten combinaciones arbitrarias de  $T$  y  $L$ , y también de  $R$  y  $L$ .

La mayoría de las estrellas se encuentran en una banda estrecha desde la esquina superior izquierda hasta la esquina inferior derecha, la llamada secuencia principal. Las estrellas de la secuencia principal con la misma temperatura tienen aproximadamente la misma luminosidad y, por lo tanto, también el mismo radio. Esta correlación debe ser explicada por cualquier teoría de astrofísica estelar.

Aparte de la secuencia principal, hay otras dos poblaciones de estrellas. Por encima de la secuencia principal, están las estrellas gigantes y supergigantes: son más luminosas para la misma temperatura que las estrellas de la secuencia principal, por lo tanto, su radio debe ser más grande. Mucho más abajo que las estrellas de la secuencia principal (10 magnitudes más débiles) y con un color espectral aproximadamente blanco, están las llamadas estrellas enanas blancas.

Existen varias variaciones del diagrama de Hertzsprung-Russell original. Por ejemplo, el índice de color puede reemplazar la temperatura o la magnitud aparente puede usarse como medida de la luminosidad, si se discuten solo estrellas del mismo cúmulo. Note que cuando se usa la temperatura en el eje horizontal el orden ascendente en temperatura está invertido

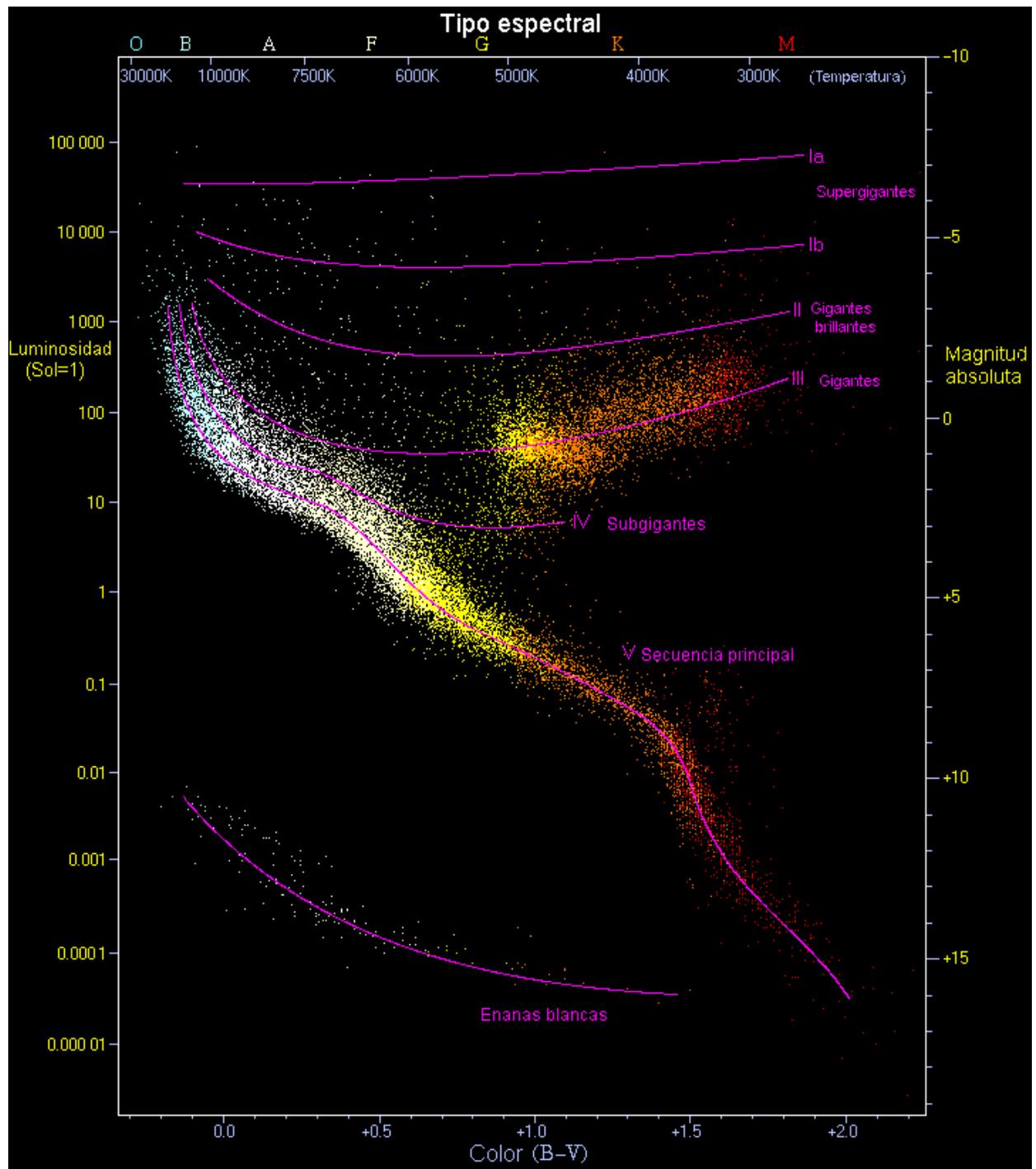


Figura 5. Diagrama Hertzsprung-Russell