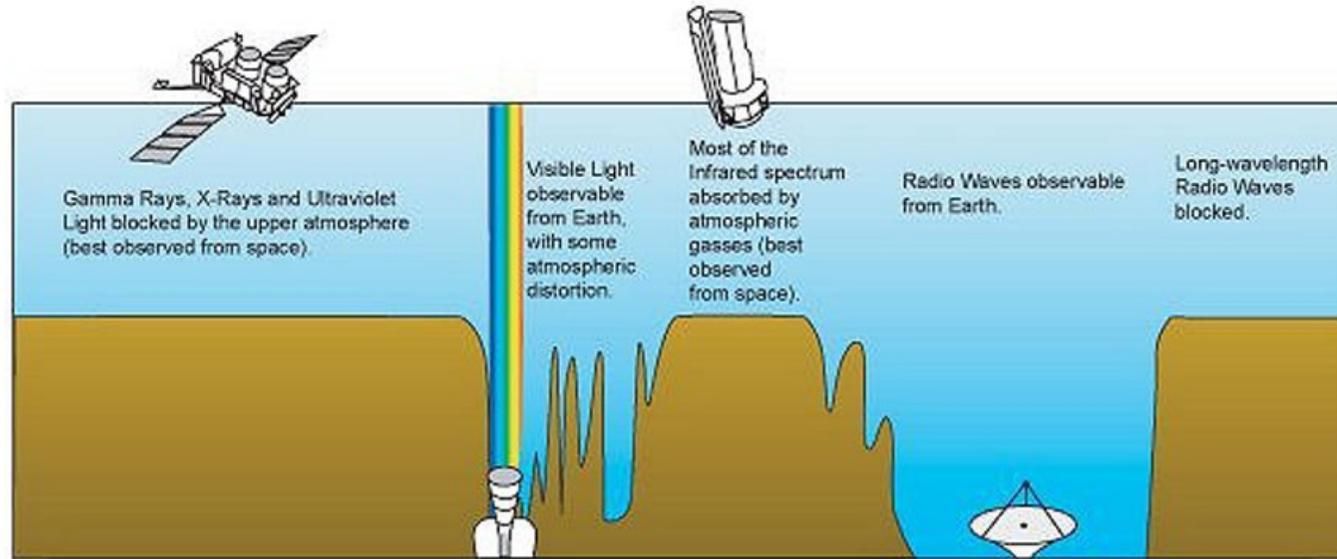
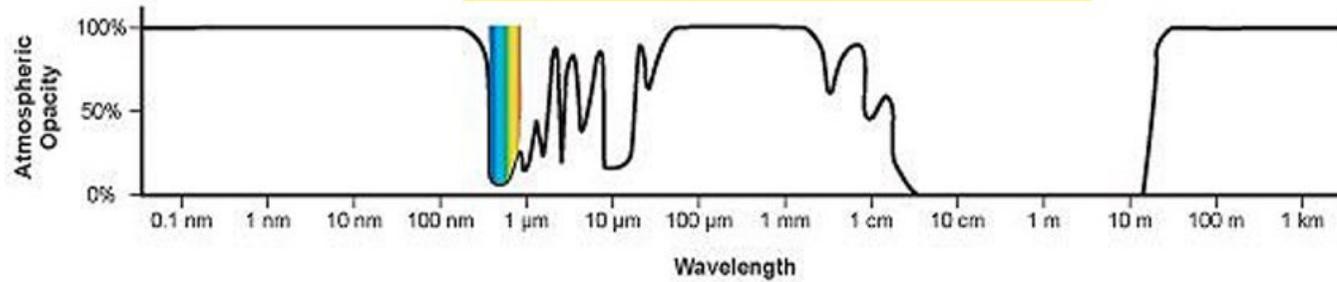
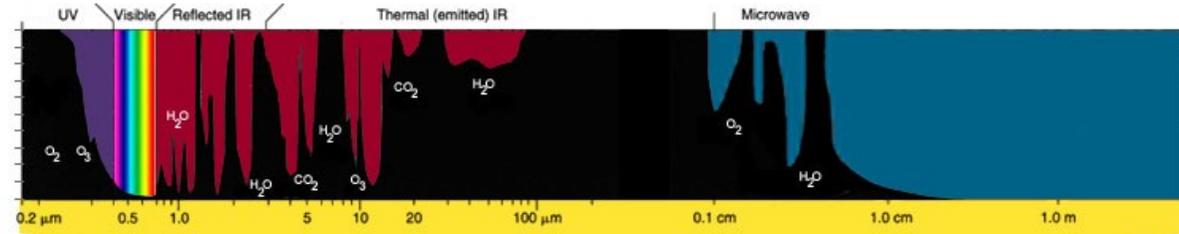


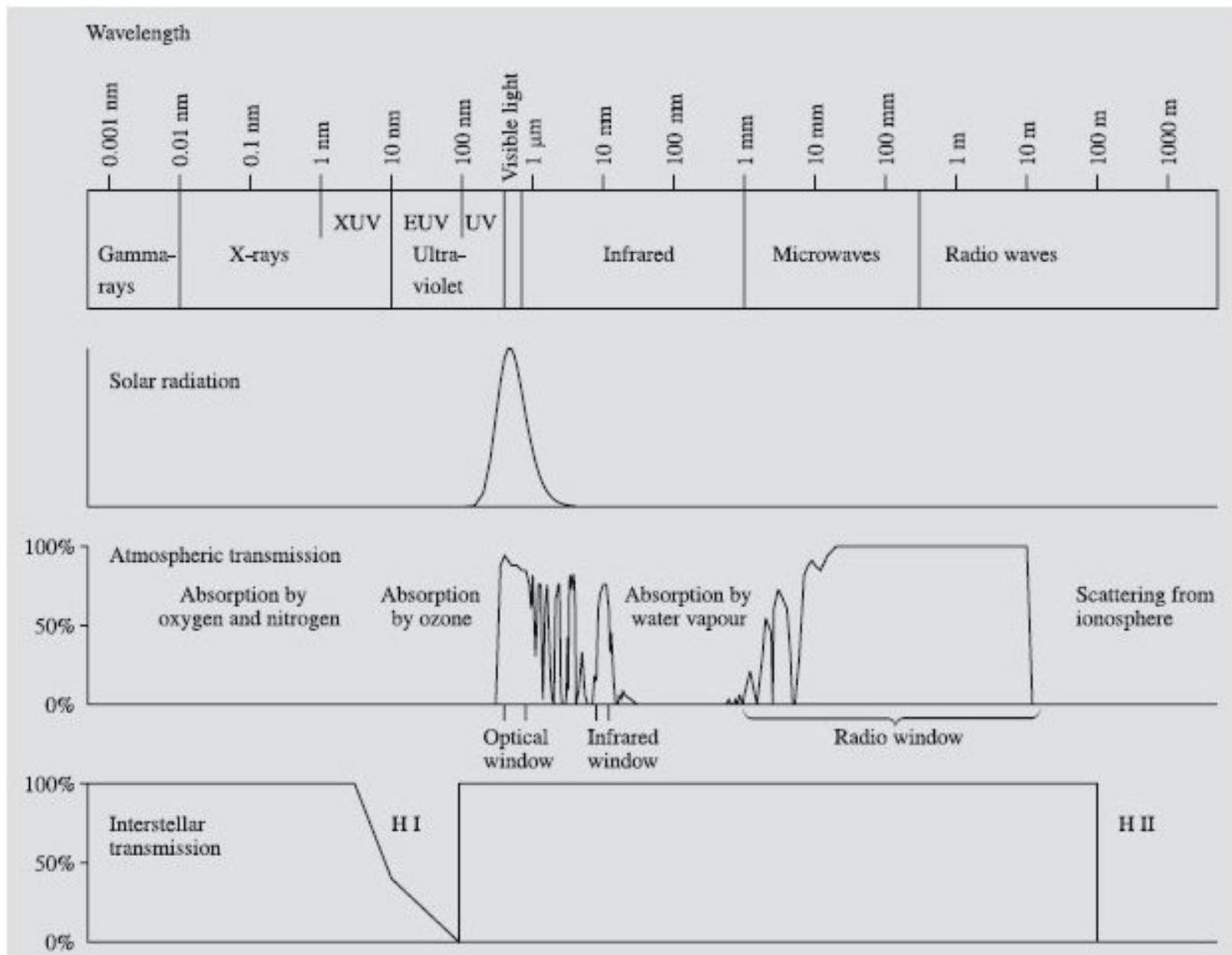
TEMA 2

- * La radiación electromagnética.
- * El pasaje de la radiación a través de la atmósfera.
- * Las leyes de la radiación.
- * Magnitudes aparentes y absolutas.

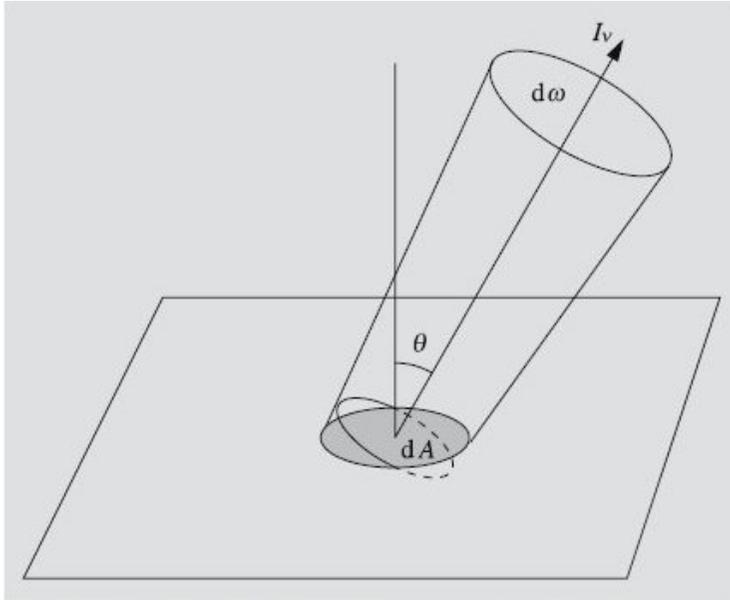
Las ventanas atmosféricas

Las ventanas atmosféricas





Magnitudes físicas asociadas a la radiación



Intensidad de la radiación:

$$I_\nu = \frac{dE_\nu}{\cos \theta dA d\nu d\omega dt} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \text{ sterad}^{-1}$$

dE_ν : cantidad de energía

radiante con frecuencias en el rango

$(\nu, \nu + d\nu)$ que pasa a través

del área dA en la dirección θ ,

dentro del ángulo sólido $d\omega$, en el

intervalo de tiempo $(t, t + dt)$.

Intensidad total:

$$I = \int_0^\infty I_\nu d\nu$$

Densidad de flujo:

$$F = \frac{1}{dA d\nu dt} \int_S dE$$

es la cantidad de energía radiante pasa a través de una superficie por unidad de área, de frecuencia y de tiempo.

$$\implies F = \int_S I \cos \theta d\omega$$

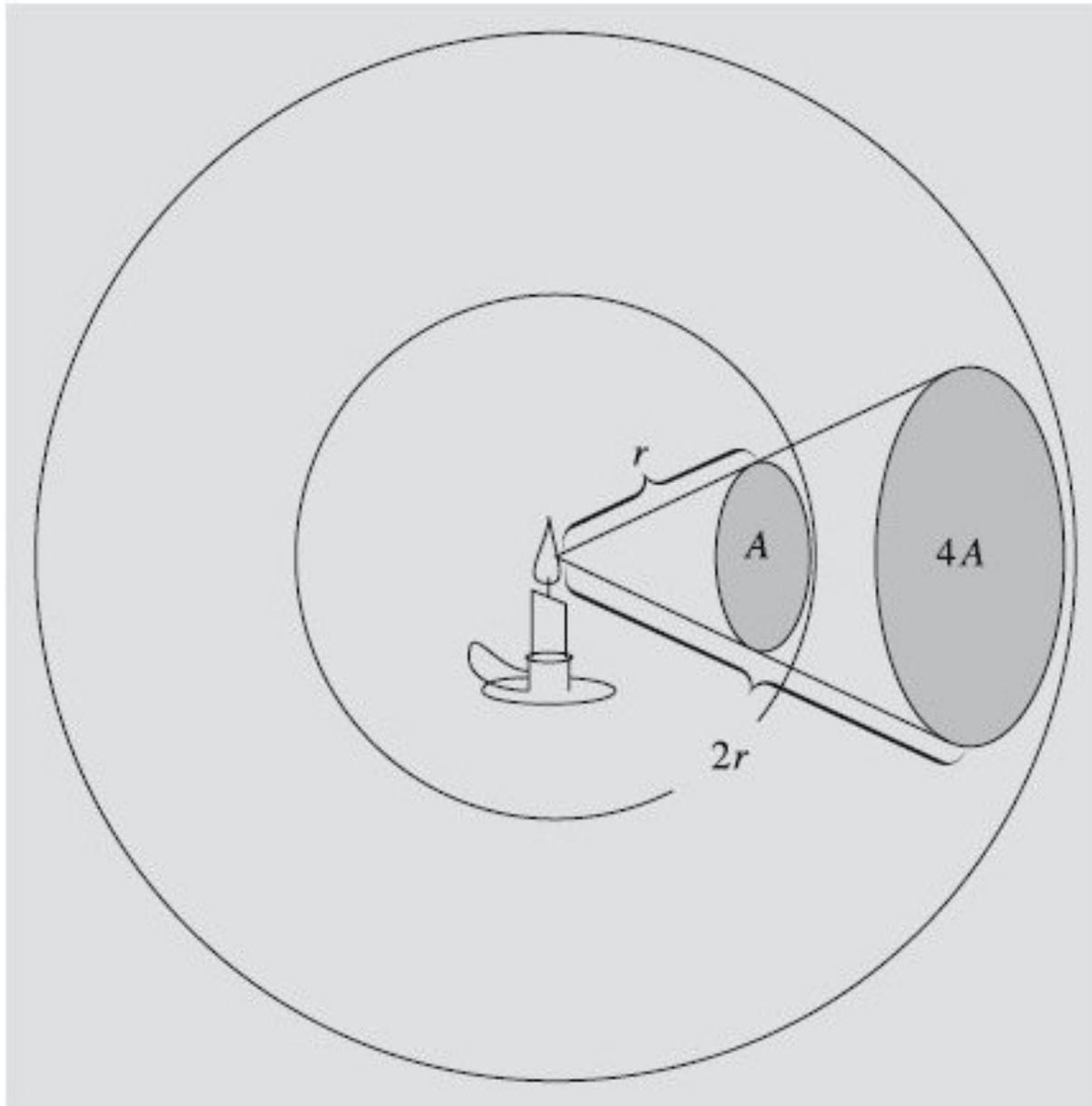
El flujo total de energía, o *luminosidad* L , es el producto de la superficie emisora por la densidad de flujo:

$$L = 4\pi r^2 F$$

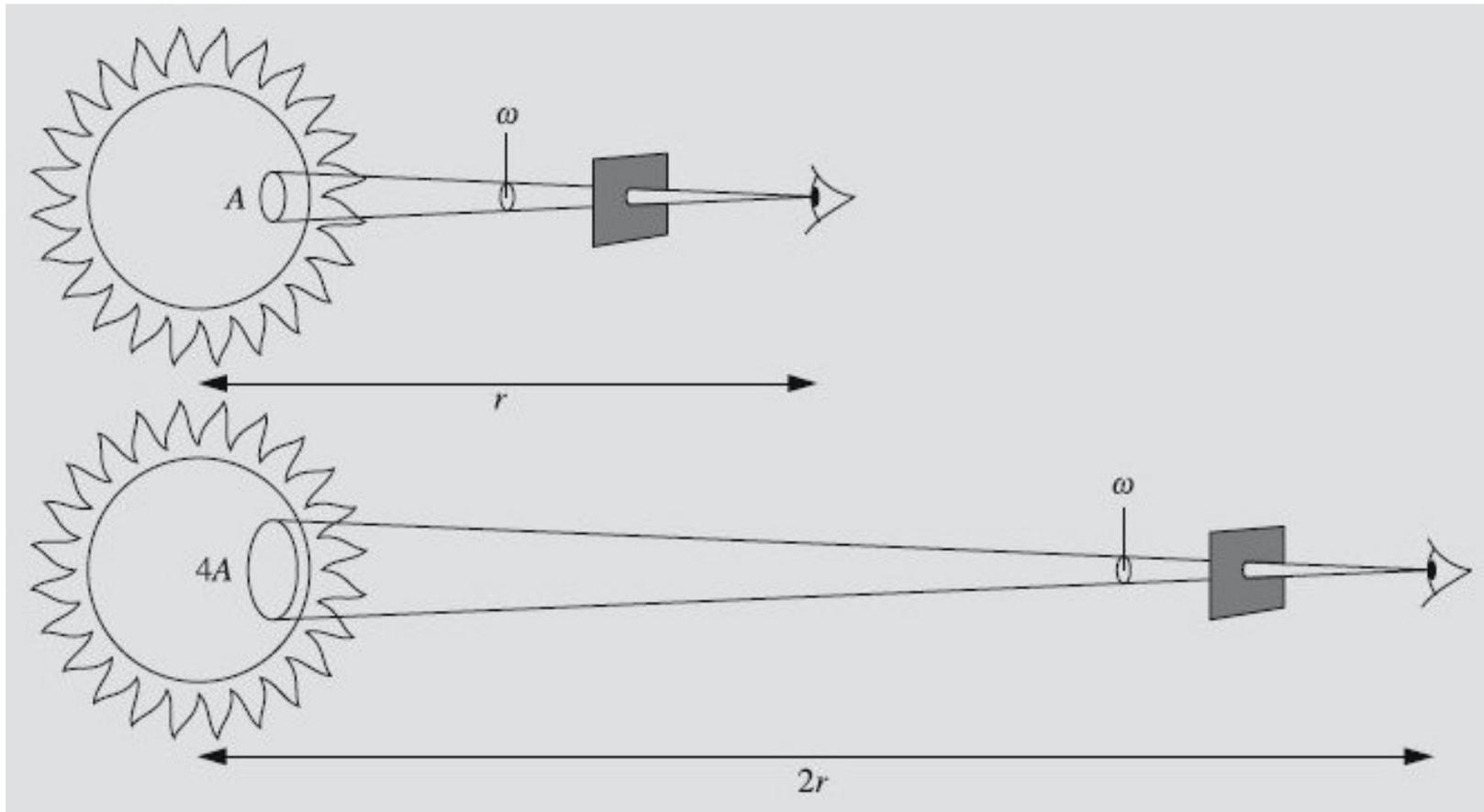
donde asumimos que la fuente emisora es una esfera de radio R .

En una fuente isotrópica se cumple:

$$F = \pi I$$



El flujo de energía se expande con la distancia, por lo tanto decrece como $1/r^2$.



Para fuentes luminosas extendidas (p. ej. Sol, Luna, galaxias) definimos el *brillo superficial* como la densidad de flujo por unidad de ángulo sólido: $B = F/\omega$, donde $\omega = A/r^2$. Sustituyendo queda: $B = L/4\pi A \implies$ No depende la distancia r .

Leyes de la radiación de un cuerpo negro

Se define como *cuerpo negro* a un objeto ideal que absorbe y re-emite completamente toda la radiación incidente. No obstante, varios objetos de la naturaleza se asemejan a cuerpos negros (p. ej. estrellas, planetas).

La intensidad de la radiación emitida por un cuerpo negro con una temperatura superficial T tiene una distribución en frecuencias ν , o longitudes de onda λ , que sigue la **Ley de Planck**:

$$B_{\nu}(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp[h\nu/kT - 1]}$$

h : constante de Planck ($= 6,63 \times 10^{-34}$) J s⁻¹)

c : velocidad de la luz ($= 3 \times 10^8$ m s⁻¹)

k : constante de Boltzmann ($= 1,38 \times 10^{-23}$ J K⁻¹)

Esta se puede también expresar en función de λ :

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp[hc/\lambda kT - 1]}$$

La intensidad total es:

$$B(T) = \int_0^{\infty} B_{\nu} d\nu = \int_0^{\infty} B_{\lambda} d\lambda = AT^4$$

donde $A = \frac{2\pi^4 k^4}{15c^2 h^3}$.

La densidad de flujo para una radiación isotrópica de intensidad B es:

$$F = \pi B \implies F = \sigma T^4$$

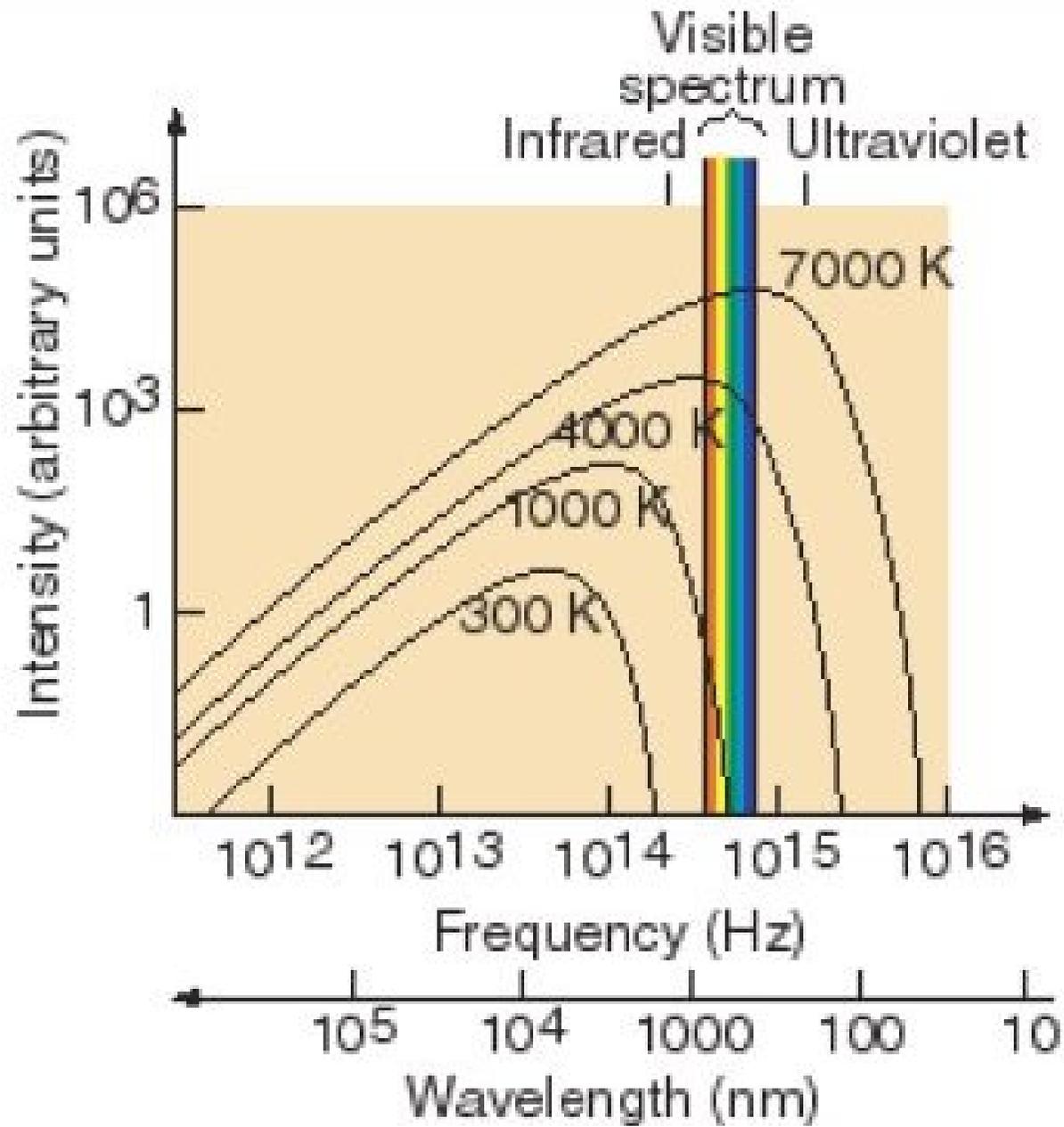
que se conoce como *Ley de Stefan-Boltzmann*. La constante $\sigma = 5,67 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$.

La *Luminosidad* L está dada por:

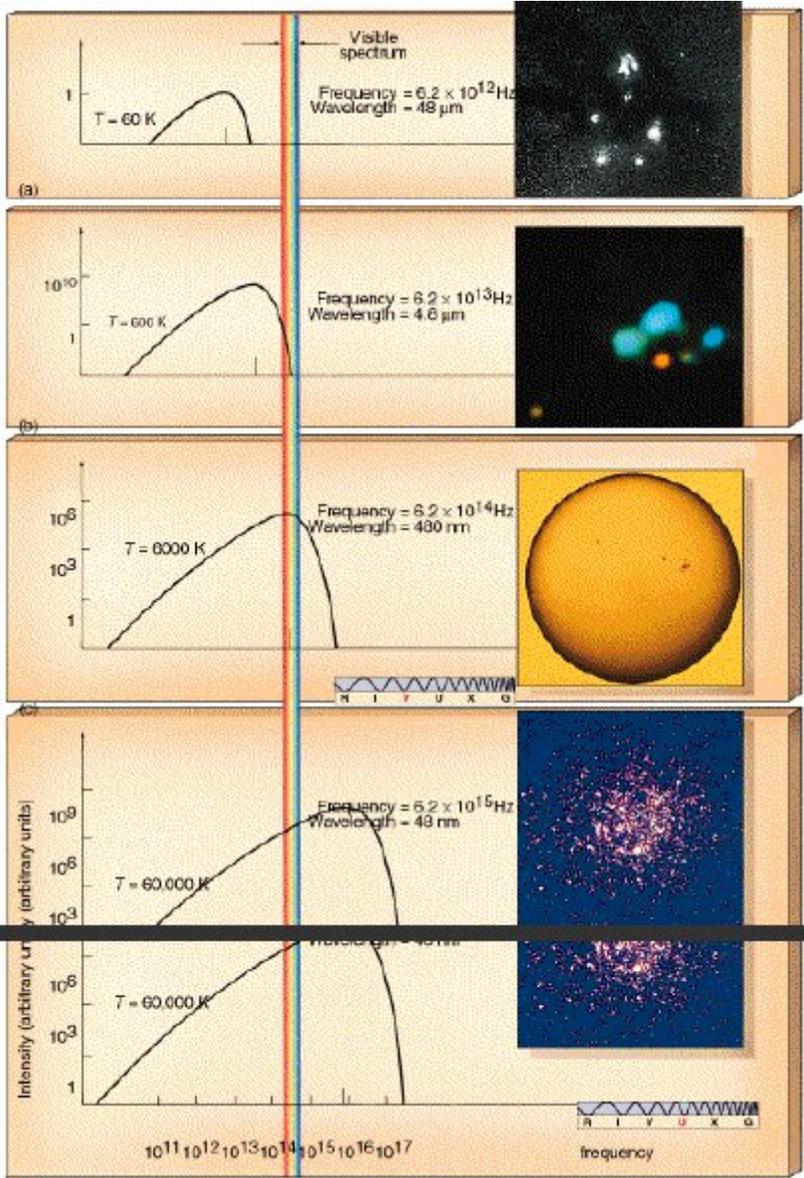
$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

De la ley de Planck se deduce la *Ley de Wien*:

$$\lambda_{max} = \frac{b}{T} \quad \text{donde } b = 0,0029 \text{ K m}$$



Curvas de Planck para diferentes objetos astronómicos



Fotometría

* La percepción del ojo humano a diferencias de brillo es logarítmica. Hiparco introdujo una clasificación del brillo de las estrellas en 6 magnitudes. Norman Pogson (1856) refinó la clasificación estableciendo que una estrella de 1ra magnitud era 100 veces más brillante que una de 6ta.

Relación entre magnitud y flujo luminoso

Si una estrella de magnitud $m_o = 1$ tiene un flujo luminoso F_o , una estrella de magnitud m tendrá un flujo F dado por la siguiente relación:

$$m - m_o = -2,5 \log \left(\frac{F}{F_o} \right)$$

Entonces si $m = 6 \implies \log \frac{F}{F_o} = -2 \implies \frac{F}{F_o} = 0,01$.

La *magnitud absoluta* M corresponde al brillo que tendría una estrella si estuviera a una distancia de 10 pc. Si la distancia real de la estrella es r , tendremos la siguiente relación:

$$\frac{F(r)}{F(10)} = \left(\frac{10\text{pc}}{r} \right)^2$$

⇒

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

⇒

$$m - M = 5 \log \frac{r}{10\text{pc}}$$

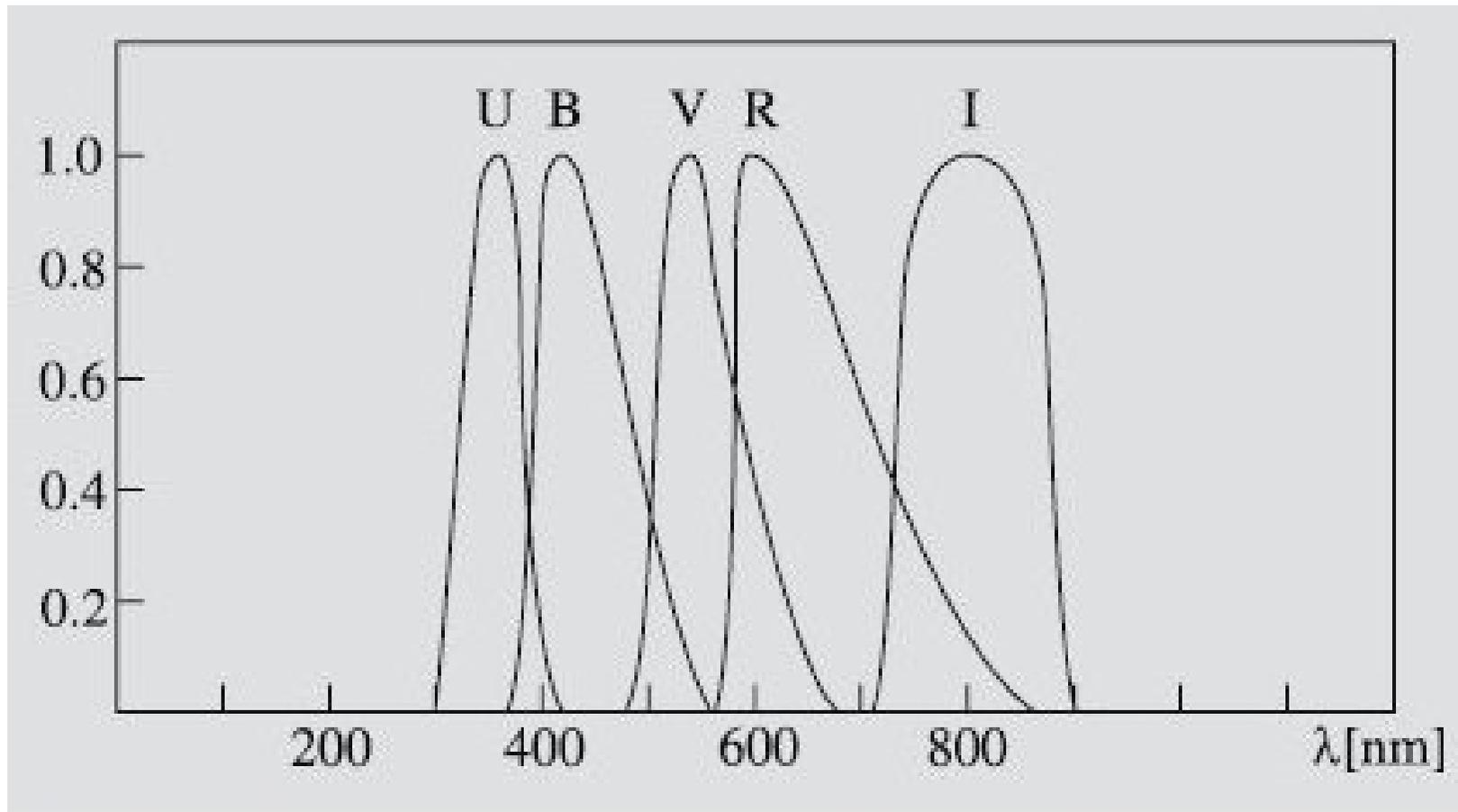
donde $m - M$ es el *módulo de distancia*.

Magnitud bolométrica

Es la magnitud que se obtendría en el caso ideal en que pudiésemos medir la radiación en todas las longitudes de onda. La magnitud bolométrica se puede derivar a partir de la magnitud visual si conocemos la corrección bolométrica CB :

$$m_{bol} = m_V - CB$$

Sistemas de magnitudes y colores



La diferencia entre magnitudes en 2 colores distintos se denomina *Indice de color*. Por ejemplo: B-V

Table 4.1. Wavelength bands of the UBVR I and uvby filters and their effective (\approx average) wavelengths

Magnitude		Band width [nm]	Effective wavelength [nm]
U	ultraviolet	66	367
B	blue	94	436
V	visual	88	545
R	red	138	638
I	infrared	149	797
u	ultraviolet	30	349
v	violet	19	411
b	blue	18	467
y	yellow	23	547

Extinción de la luz

* Los rayos luminosos no viajan en el vacío, sino en un medio material que interactúa con los fotones. Esto lleva a la absorción y difusión de la luz con pérdida de la luminosidad inicial cuando abandonó la fuente. Los principales responsables por la absorción son las partículas de polvo que pueblan el medio interestelar.



En el espacio interestelar tenemos múltiples ejemplos de regiones donde el polvo bloquea la luz de estrellas más alejadas. Estas zonas aparecen como oscuras. Un ejemplo famoso es el *Saco de carbón* cerca de la Cruz del Sur.

La extinción provoca una pérdida de luminosidad dL , la cual es proporcional a la luminosidad L y a la distancia recorrida en el medio dr , es decir:

$$dL = -\alpha L dr$$

donde α es la *opacidad* (unidades m^{-1}).

A partir de la opacidad se puede definir la *profundidad óptica* τ :

$$d\tau = \alpha dr \quad \implies dL = -Ld\tau$$

Esta es una ecuación diferencial, si la integramos obtenemos:

$$L = L_0 e^{-\tau}$$