

Contenido: Astrofísica estelar

1. Introducción: hechos astronómicos fundamentales
 - distancias y unidades
 - movimientos de las estrellas
 - el brillo de las estrellas, escala de magnitudes
 - la Tierra como plataforma de observaciones
 - el Universo en breve
2. Parámetros físicos estelares
 - masa --> sistemas binarias
 - luminosidades
 - temperaturas
 - el diagrama Hertzsprung-Russell
 - el papel de cúmulos estelares
3. Atmosferas estelares
 - hechos fundamentales de espectroscopia
 - tipos espectrales
 - formación de líneas espectrales
 - análisis de las líneas

4. La estrella mas cerca – el Sol
 - fenomenos en la superficie
 - la atmosfera solar
 - la corona y el viento solar
 - el interior del Sol

5. Estructura de las estrellas
 - ecuaciones fundamentales
 - fuente de la energia
 - transporte de la energia
 - modelos estelares

6. Evolucion estelares
 - secuencia principal
 - fases avanzadas
 - estrellas variables
 - las ultimas fases (enanas blancas, estrellas neutrones agujeros negros)

1.1. Astronomia – Astrofísica - Física

Que es "Astronomia"? La ciencia del Universo y sus estructuras:
Cumulos de galaxias, galaxias, estrellas, materia interestelar
obviamente: estrellas, galaxias etc. son estructuras físicas

---> suposición(!): todas las estructuras se comportan según de
las leyes de naturaleza conocidas de la Tierra
(laboratorio)

sentido 1: astronomia es física aplicada

ejemplo - atmosferas estelares: mecánica cuántica --> formación
de líneas espectrales --> temperatura

--> presión

--> abundancia de los elementos
en la atmosfera estelar

sentido 2: astronomia es física "pura"

ejemplos – fusión nuclear: detectado como fuente de la energía
de estrellas

-- pruebas de la relatividad general: cercania de agujeros negros
estrellas neutrones

--> conclusion: Universo como laboratorio físico, pero:
diferencia importante: **solo podemos observar,**
no podemos hacer experimentos

observamos: ondas electromagneticas

-- luz visible --> astronomia optica: $0.3 \mu\text{m} - 1 \mu\text{m}$

-- radiacion infrarojo: $1 \mu\text{m} - 100 \mu\text{m}$

-- radiacion radio: rango mm, cm

-- radiacion ultravioleto (satelites): $< 0.3 \mu\text{m}$

-- rayos X (satelites) $E = h * \nu$ -- keV

-- rayos gamma (satelites): MeV – GeV

principalmente: 3 maneras de observar

-- posiciones (astrometria)

-- brillo (photometria)

-- composicion espectral (espectroscopia)

historicamente: palabra "astrofísica" viene de época cuando se inventaron la espectroscopia (~ 1890)

--> "Astrophysical Journal"

a veces: astrofísica observacional = astronomía

astrofísica teórica = astrofísica

normalmente: **astrofísica = astronomía**

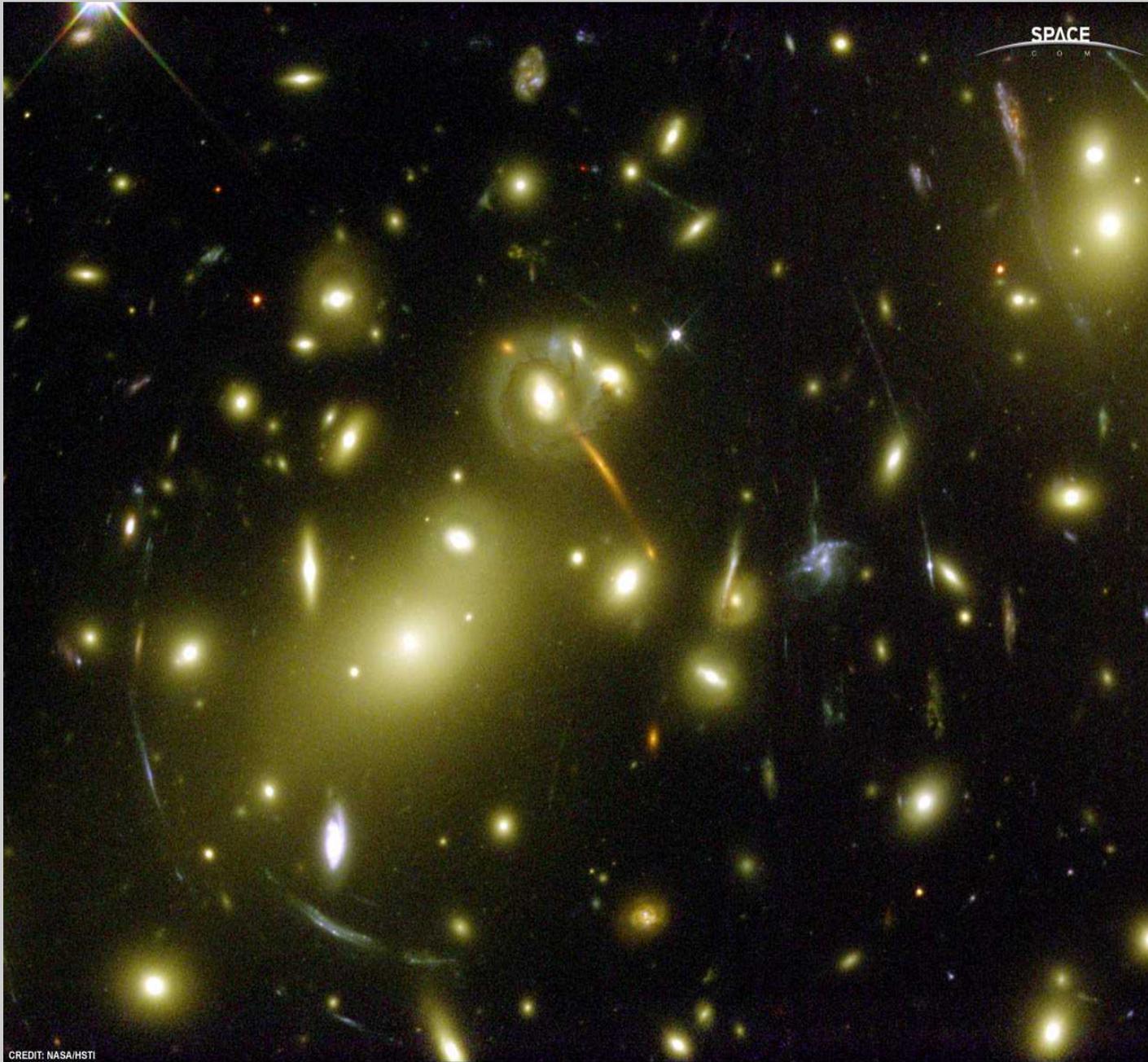
ejemplo

imagen del telescopio espacial Hubble: cúmulo de galaxias
Abell 2218

los arcos son imágenes de galaxias muy lejanas: su luz está desviado por la masa del cúmulo de galaxias (lente gravitacional).
Fenómeno no existe en el laboratorio.

problema fundamental en la astronomía: la distancia!

Abell 2218 – un cumulo de galaxias como lente gravitacional telescopio espacial Hubble

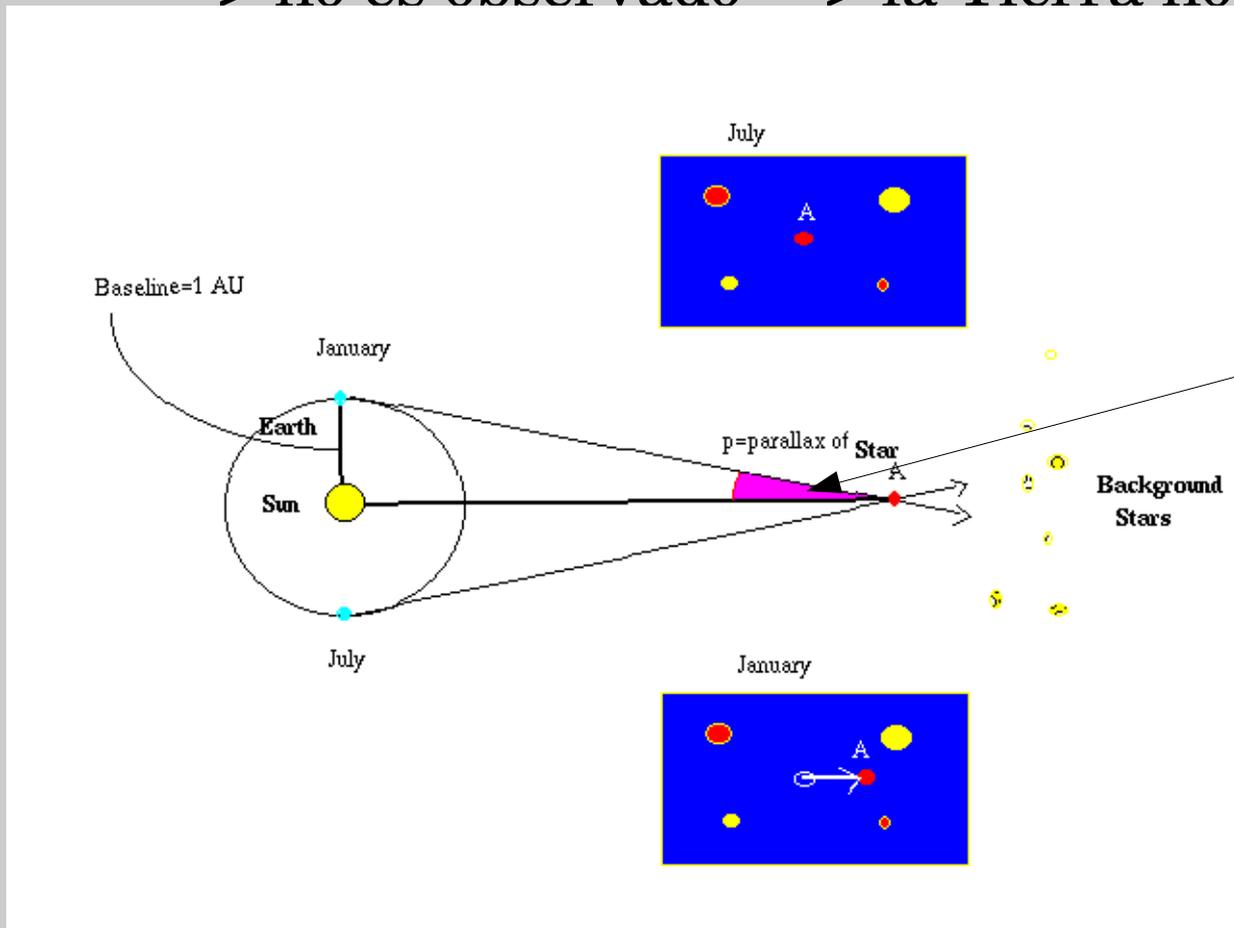


1.2. Paralaje y Distancia

hay muchos metodos de determinar las distancias de estrellas o galaxias. Pero el primer paso fundamental es "la paralaje".

La idea es viejo. Ptolemaeo (150 a.c.): La Tierra esta en el centro de Universo, por que un movimiento de la Tierra deberia reflejarse en un movimiento de las estrellas

---> no es observado ---> la Tierra no se mueve



angulo = "paralaje"

Ptolemaeo no sabia que este angulo es muy pequeño

siendo: 1 Unidad Astronomica (U.A.) = distancia Sol-Tierra

r : distancia de la estrella

π : paralaje

en este triangulo $r = 1 \text{ U.A.} / \tan \pi \approx 1 \text{ U.A.} / \pi$
(π en radian)

para expresar r en kilometros, conocimiento de U.A. es necesario

principio: aplicar la tercera ley de Kepler

$$\frac{P_1^2}{R_1^3} = \frac{P_2^2}{R_2^3}$$

siendo P y R los periodos y los semiejes mayores de cualquier orbitas planetarias,

por ejemplo Tierra y Venus ($R_1 = 1 \text{ U.A.}$, R_2 : distancia Sol-Venus)
medidas de la reflexion nos dan las diferencias $R_2 - R_1$, P_1 y P_2 son conocidos ---> 2 ecuaciones para R_1 y R_2

--> Unidad Astronomica

la medida de paralaje de una estrella se hace relativamente(!) a estrellas débiles en su alrededor, por que no es posible medir la posición absoluta de una estrella con la precisión requerida.

Unidad de distancia: "kilometro" no es apropiado

Definición: 1 "parsec" \equiv distancia que corresponde a la paralaje de 1 segundo de arco

en U.A. : **1 parsec (pc) = 206 264 U.A.**

$$= 3.08 * 10^{13} \text{ km}$$

$$= 3.26 \text{ años luz}$$

primera paralaje medida: 61 Cygni (Bessel 1838)

$$\pi (61 \text{ Cyg}) = 0.29'' \quad \rightarrow \quad d = 3.44 \text{ pc}$$

precisión moderna de las medidas: $\pm 0.005''$ (telescopios)

$$\pm 0.001'' \text{ (satélites)}$$

catálogos modernos (Hipparcos) contienen 118 000 paralajes

1.3. Movimientos tangenciales y radiales

Las estrellas se mueven: el Sol con velocidad de 220 km/s alrededor del centro de la Via Lactea, igual las estrellas en la cercania del Sol.

Pero movimiento no es paralelo --> se queda un movimiento relativa del orden < 30-40 km/s --> movimiento (muy pequeño)

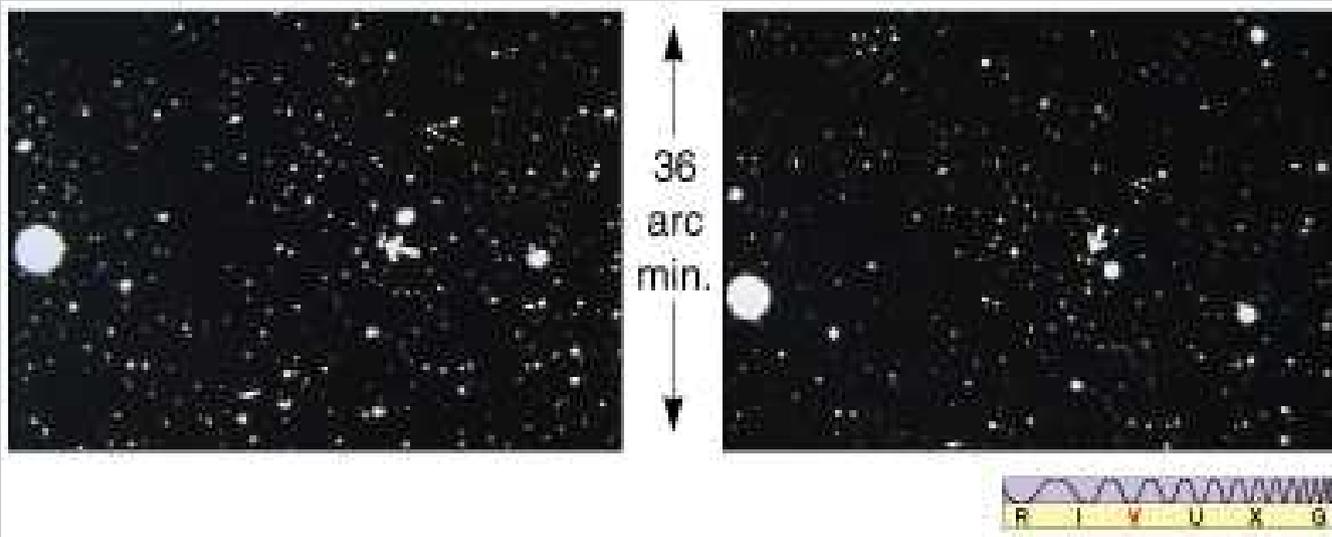
en el cielo. movimiento angular μ ["/año] ,
velocidad tangencial v_T [km/s],

monto de segundos en un año N

$$\text{--> } \tan \mu \approx \mu[\text{radian}] = v_T [\text{km/s}] * N/d [\text{km}]$$

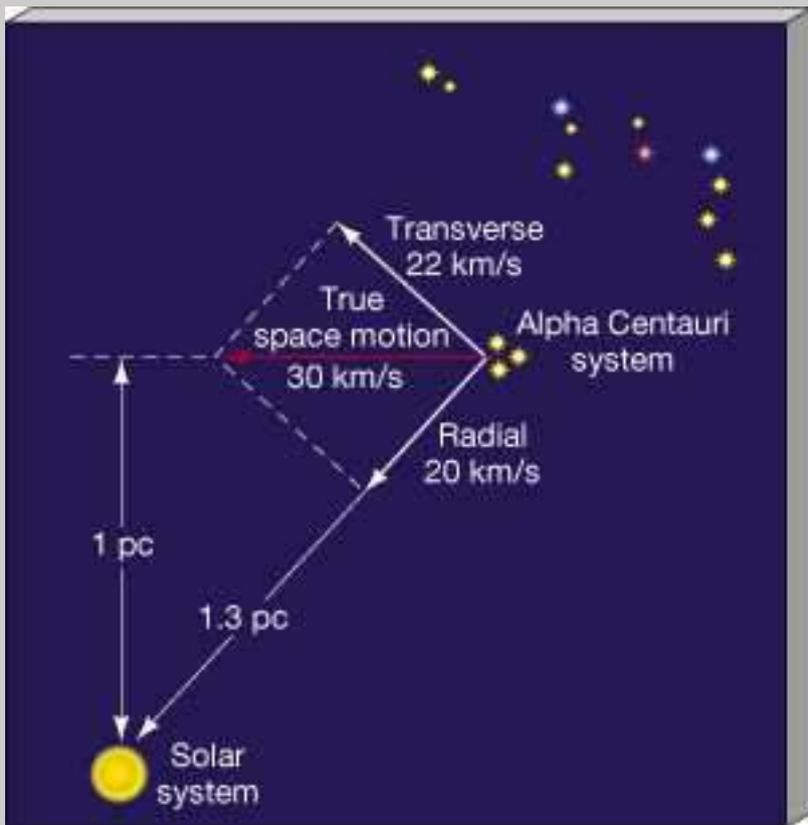
$$\text{---> } \mu ["/\text{año}] = 1/4.74 * \pi * v_T [\text{km/s}] \quad (1)$$

"estrella de Barnard" : $\mu = 10$ "/año



22 años entre los imagines

Movimiento espacial se puede decomponer en un vector tangencial y un vector radial - ejemplo α Centauri



μ : " movimiento propio" [arcsec/año]

v_r : " velocidad radial" [km/s]

para saber la componente tangencial en [km/s] --> distancia!

v_r : medible espectroscopicamente por el efecto Doppler

reversamente:

si conocemos por cualquier razon la componente tangencial en [km/s]

---> derivar la distancia!

---> metodo:

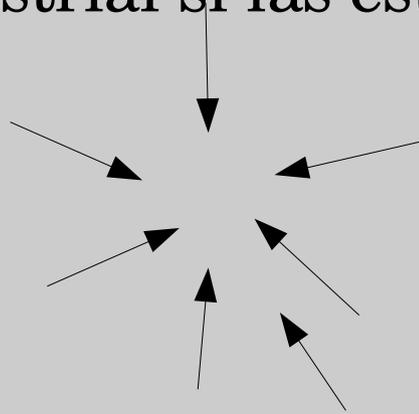
"paralaje de corrientes estelares"

Para entenderlo: cambio entre la perspectiva de un observador terrestre y un observador espacial

imagina un grupo de estrellas movimiendo paralelamente con la misma velocidad a traves el espacio: observador espacial y lateral:

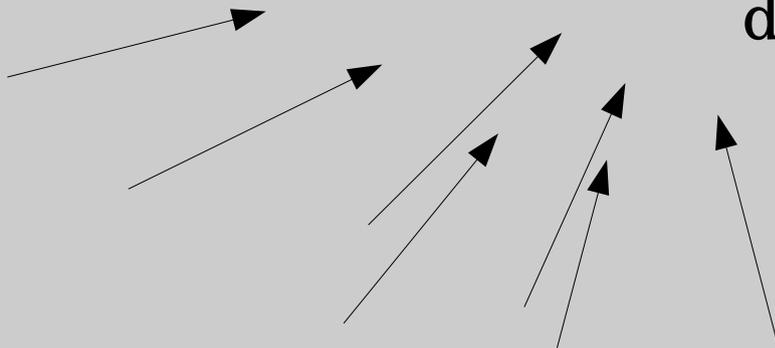


observador terrestre si las estrellas se alejan a lo largo de la linea de vista:

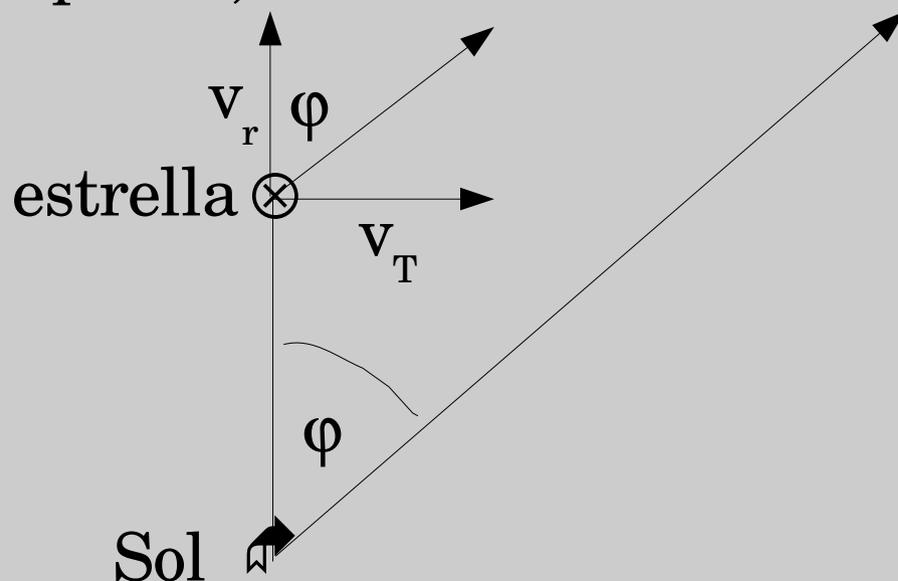


observador terrestre si las estrellas se alejan bajo un cierto angulo:

- "punto de convergencia de una corriente estelar"



observador espacial, mirando a **una** estrella del grupo:



φ : distancia angular entre la estrella y el punto de convergencia
en esta configuracion: $\tan \varphi = v_T / v_r$

de ecuacion (1) : $v_T = 4.74 * \mu / \pi \quad \text{--->} \quad \pi = 4.74 * \mu / (v_r * \tan \varphi)$

(paralaje de la corriente estelar)

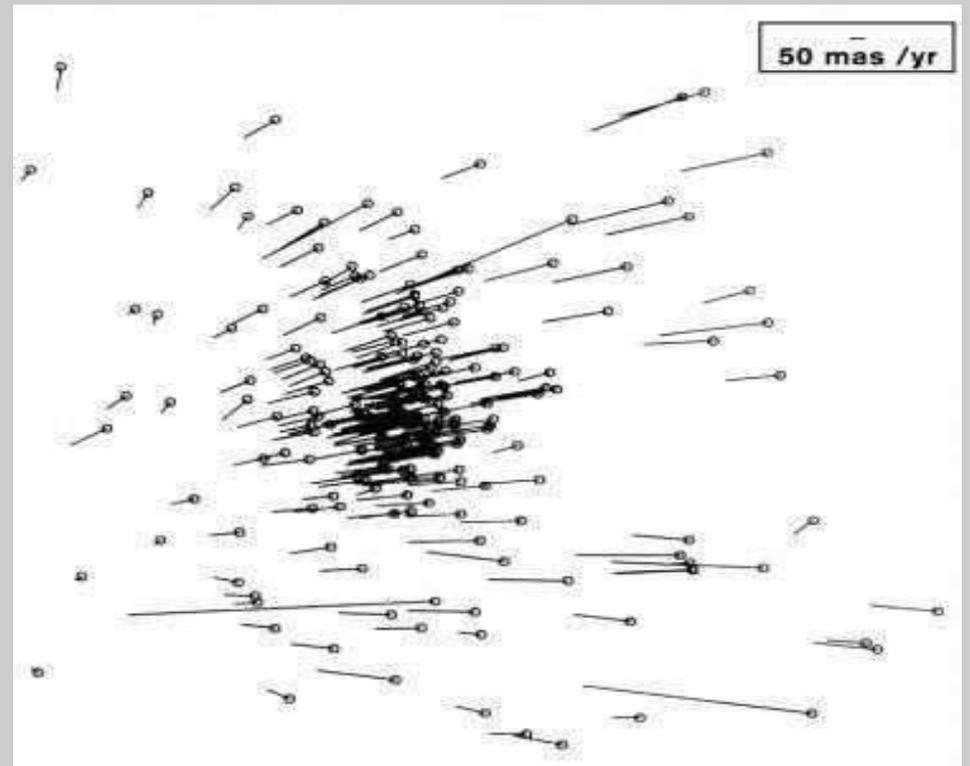
en realidad, dificil de medir φ , grupo de Hyades es el unico donde
la aplicacion resulta en una distancia precisa

---> calibracion de distancia de cumulos estelares



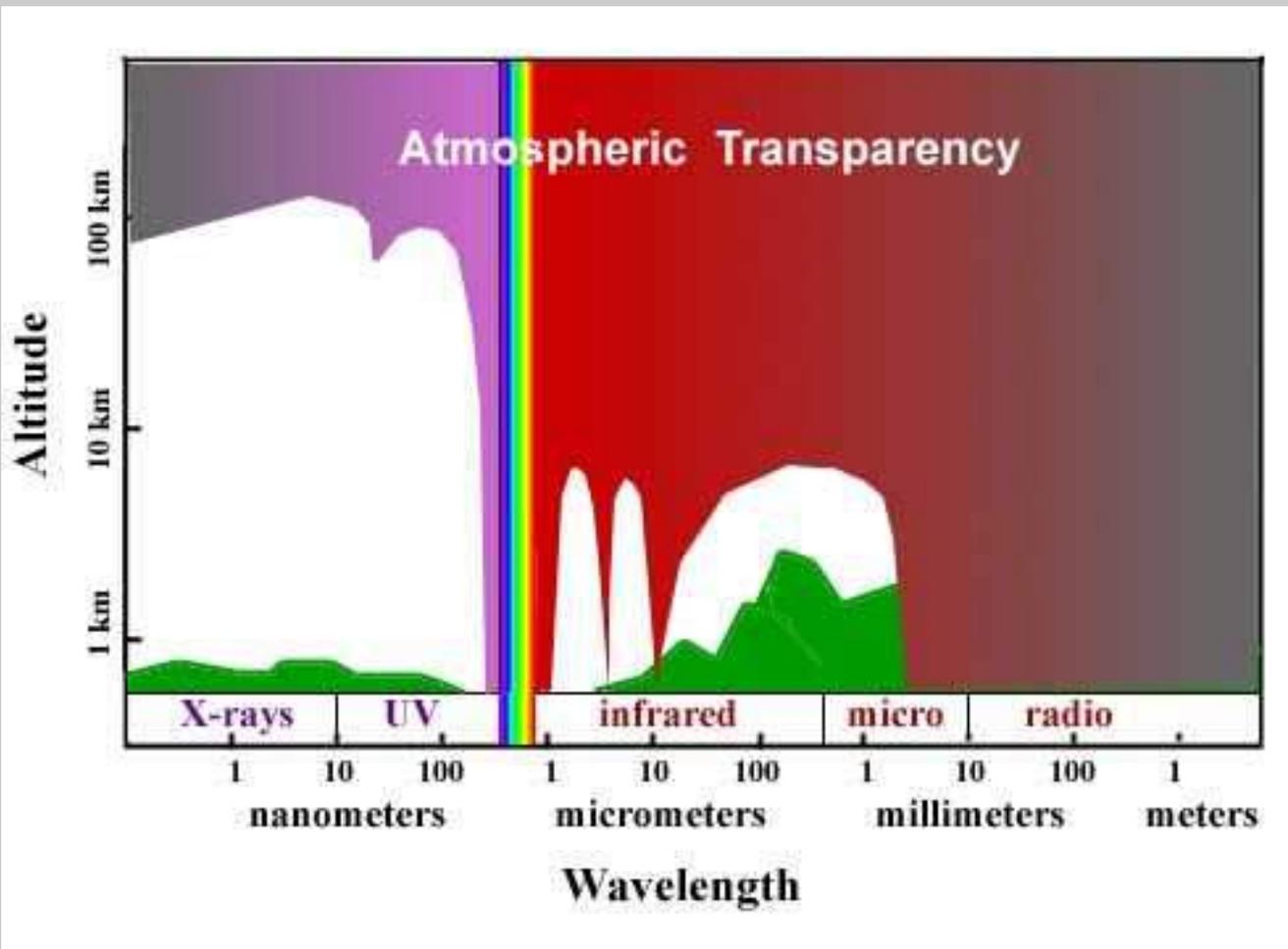
Los Hyades

distancia: 46 ± 1 pc



1.3. La Tierra como plataforma de observacion

la atmosfera es transparente solo para radiacion optica y radio,
un poco para radiacion infrarojo
---> observatorios en altos sitios,
rayos X, ultravioleto --> satelites

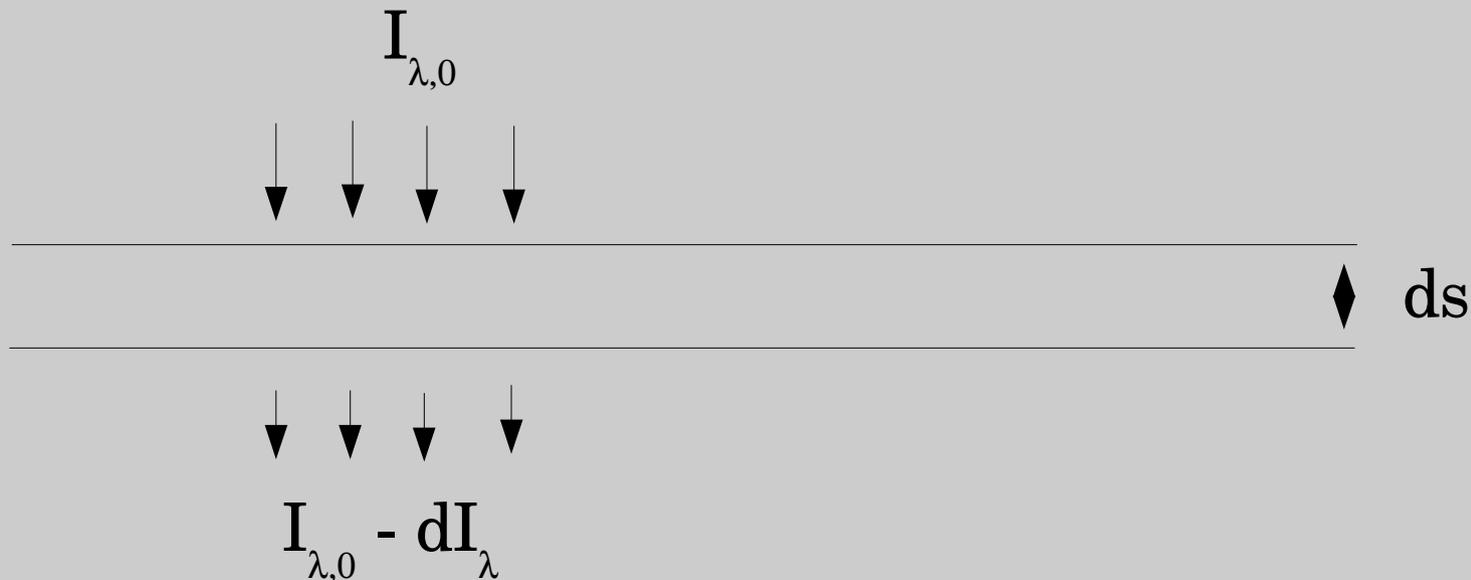


region espectral de transparencia: 360 nm – 900 nm
3600 Å – 9000 Å

costumbra en la astronomia optica: medir los longitudes de onda en Ångstroem (Å) = 10^{-10} metros

tambien en la region optica: atmosfera no completamente transparente

una cascara diferencial de material absorbente con espesor ds:



$$dI_{\lambda} = -\kappa I_{\lambda} ds \rightarrow \text{(despues integracion sobre } s)$$

$$I_{\lambda} / I_{\lambda,0} = e^{-\kappa s}$$

siendo κ : coeficiente de absorcion, $\tau = \kappa s$: espesor optico

$\tau = \tau(\lambda)$! dependiente de longitud de onda !

por ejemplo: en el observatorio La Silla, $\lambda = 5000 \text{ \AA}$, cenit, $\tau \cong 0.15$
significa, que 10% de la radiacion esta extinguida

extincion se comparte exponencialmente, seria util introducir una
medida logaritmica --> escala de magnitudes (aqui util!)

causa fisica: scattering de los fotones en las moleculas del aire

$$\kappa \sim \lambda^{-4}$$

---> absorcion alto en luz azul, absorcion baja en luz rojo

---> puesto del Sol !

otro efecto: "**seeing**"

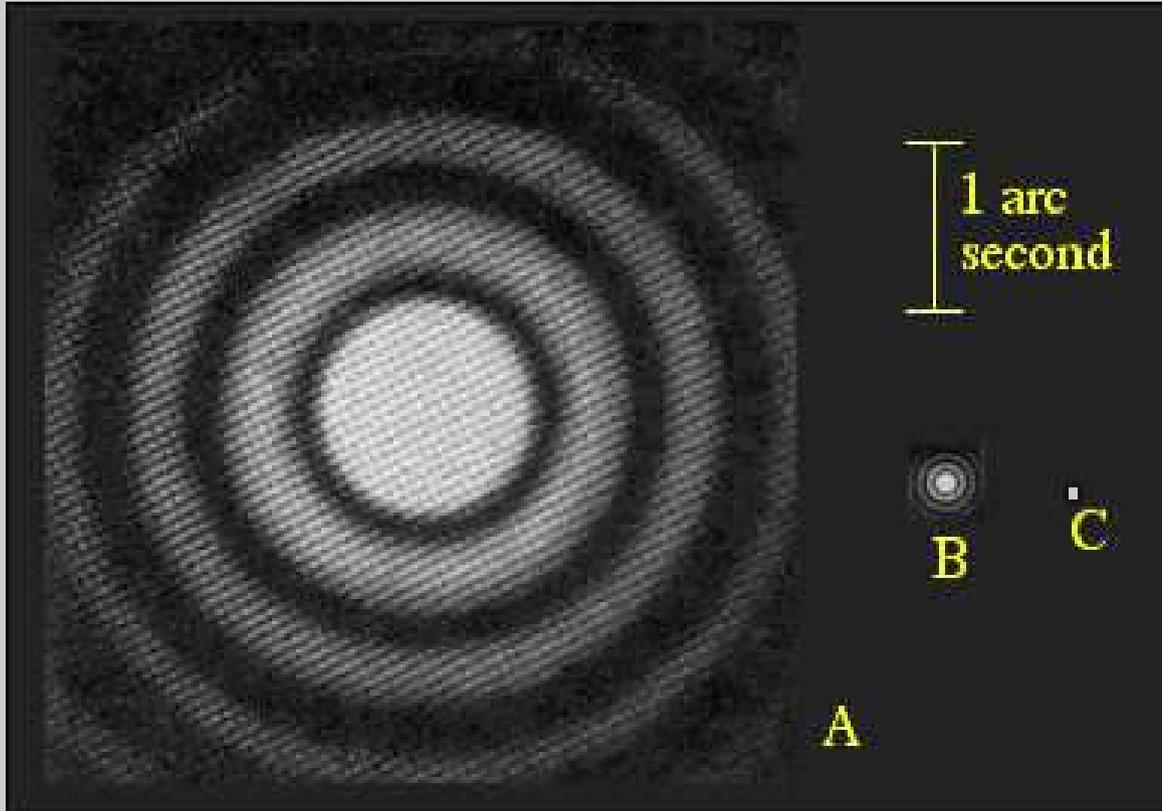
teoreticamente, un telescopio en el plano focal genera un imagen
de difraccion de una estrella de radio

$$\Theta = 1.22 * \lambda/D$$

λ : longitud de onda, D: diametro del telescopio

imagenes de difraccion para varias aperturas:

A: 10 cm B: 1 m C: 10 m

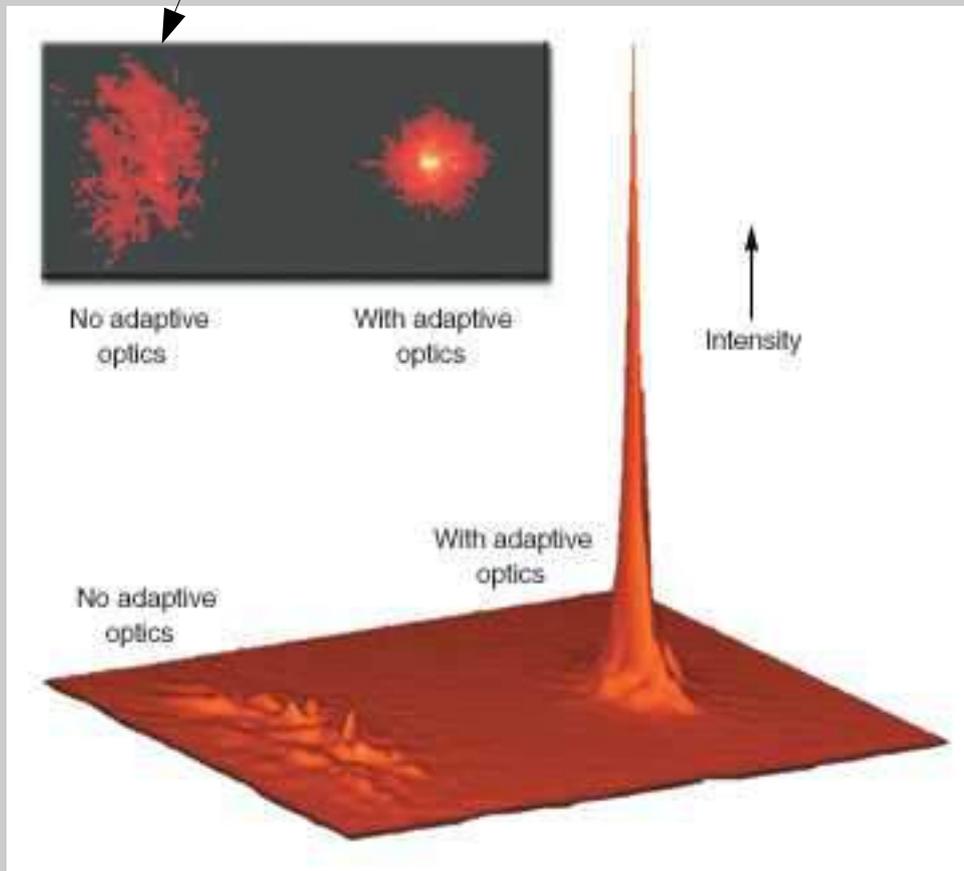


pero: turbulencia en la atmosfera causa la simultanea apariencia de muchos(!) images teoricas en forma irregular = seeing

por ejemplo: 2" -> mal !

0.4" -> bueno!

telescopio espacial -> 0.1"



tecnica para evitarlo:
optica adaptiva, pero
normalmente no disponible

-> seeing prohíbe el uso de la
resolucion teorico!

1.4 Sistemas de coordenadas en el cielo

Anteriormente: trigonometria esferica muy importante

hoy dia : computadores

se necesita 2 coordenadas para definir un punto en la esfera celestial

posibilidad: azimut, elevacion -> por la rotacion de la Tierra se cambian rapidamente --> no apropiado

mejor: proyeccion de las coordenadas geograficas en la esfera
--> participan en la rotacion

longitud --> "**ascension recta**" latitud --> "**declinacion**"

abreviaciones: α , δ o R.A., Dec.

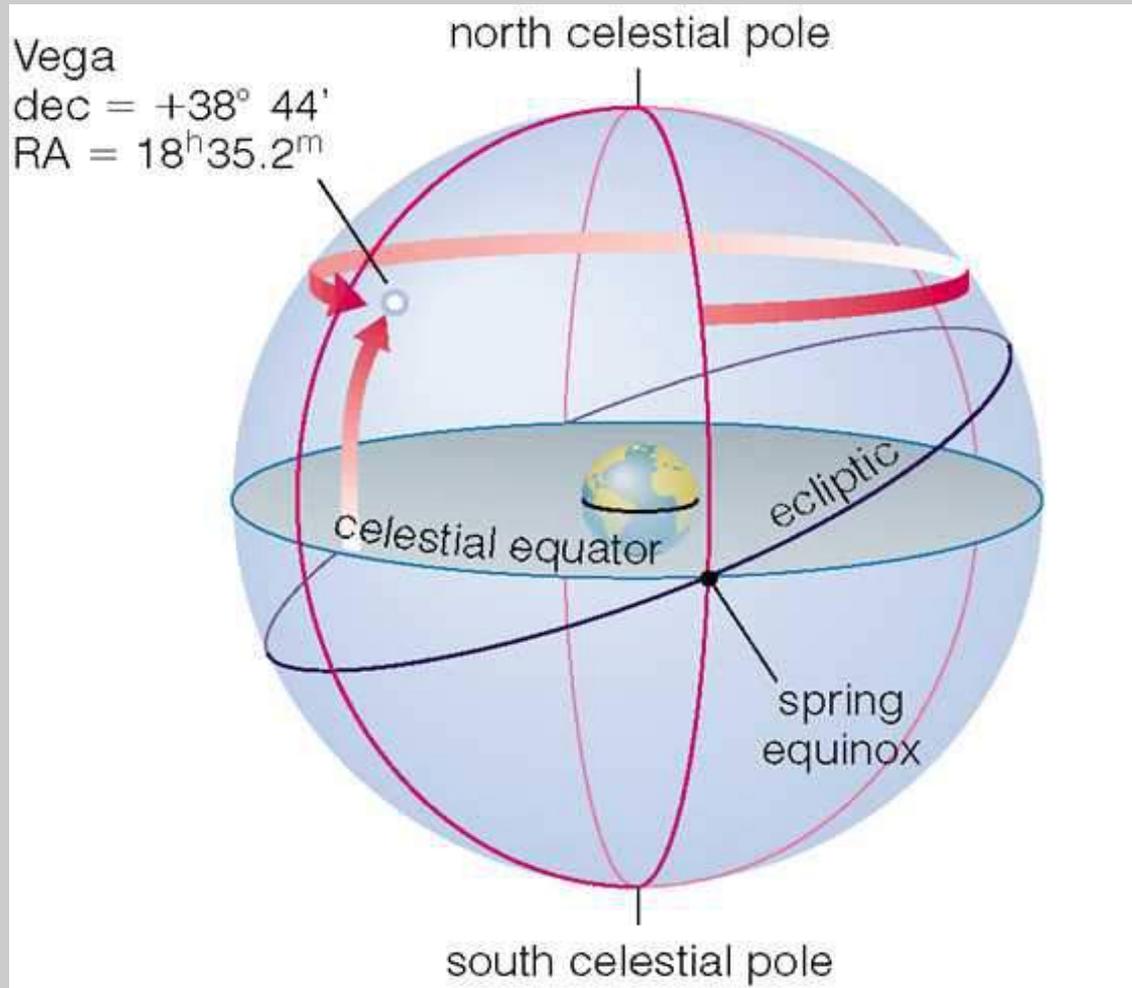
declinacion: $-90^{\circ} < \delta < +90^{\circ}$

ascension recta: $0h < \alpha < 24h$, subiendo de oeste hacia este

cuidado! Tambien este sistema no es estable, porque la eje de la Tierra cambia su posicion!

declinacion: ecuador celestial se define el circulo con $\delta = 0$

ascencion recta: no es natural, se define como $\alpha = 0$ el circulo que intersecta el ecuador en el equinoccio de primavera (interseccion del ecuador con la ecliptica)



efectos, que cambian RA, Dec:

- 1) movimiento propio
- 2) paralaje
- 3) precession de la eje de la Tierra
- 3) nutacion de la eje de la Tierra
- 4) aberacion de la luz por el movimiento de la Tierra
- 5) refraccion en la atmosfera

Precesion: La Tierra es un trompo!

distribucion de la masa no es homogenio. El Sol y la Luna ejercen fuerzas sobre el equador, resulta en una precesion (rotacion) del eje alrededor del polo ecliptico, periodo 25 700 años, amplitud igual a la inclinacion de la ecliptica: $23^{\circ} 27'$

descubrido por Hiparcos (año Platonico)

movimiento se depende de R.A., Dec. apr. $50''/\text{ano}$

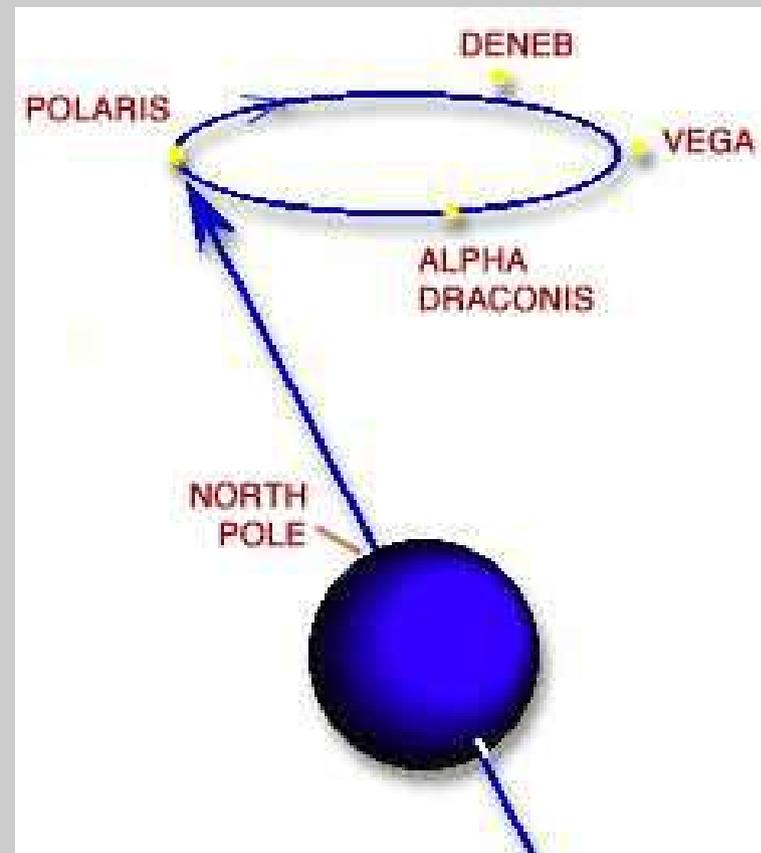
nutacion:

la orbita de la luna es inclinado con respecto a la ecliptica (5°)

-> periodo de 18.6 años (eclipses lunares!)

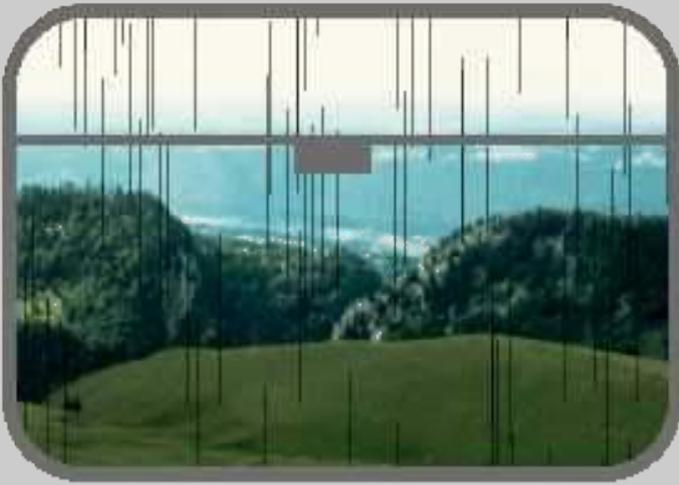
-> otro rotacion de la eje de la

Tierra con amplitude appr. $10''$



"Aberacion de lluvia"

velocidad 0 km/s



velocidad 30 km/s



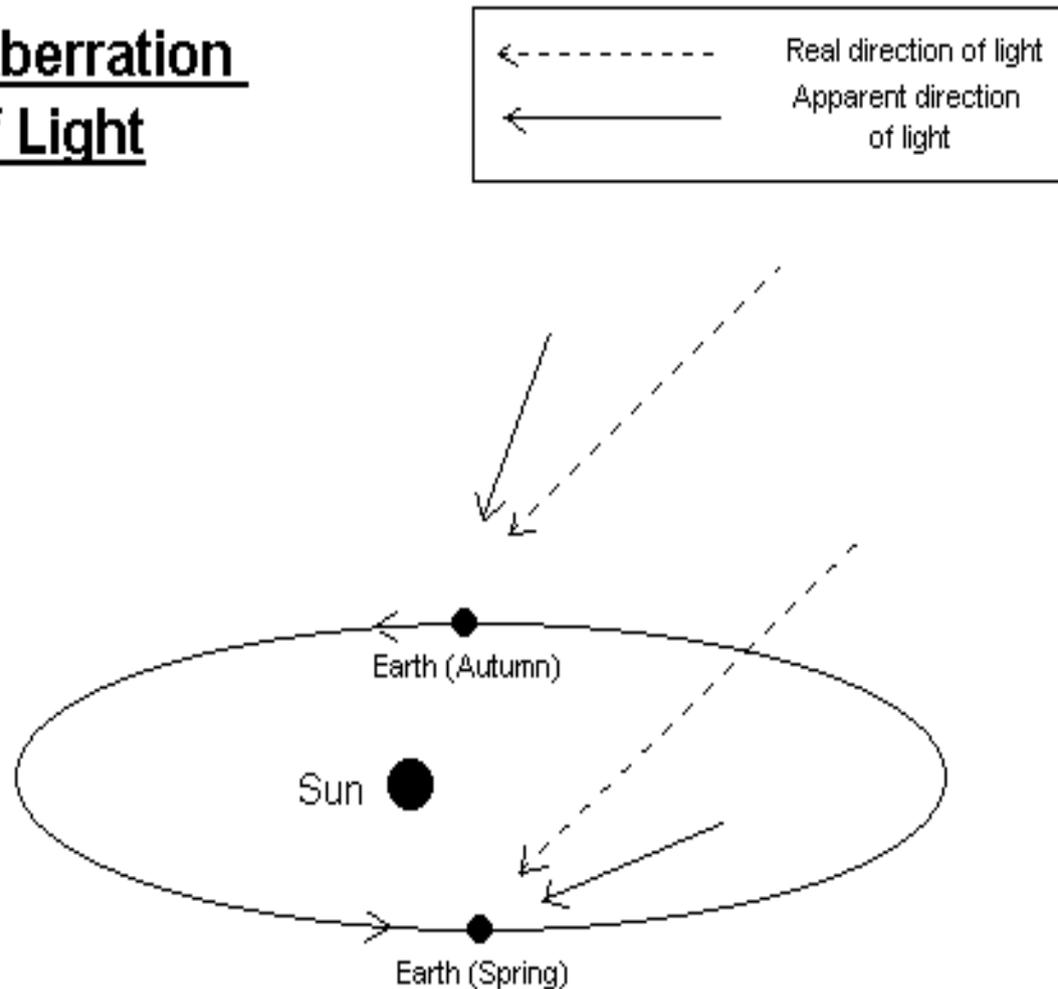
velocidad 60 km/s



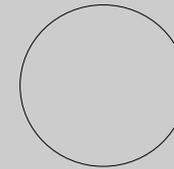
aberracion: efecto causado por el movimiento de la Tierra alrededor del Sol en combinacion con la finidad de la velocidad de la luz

---> cambio de la direccion de la luz por un angulo v_T/c , siendo c : velocidad de la luz, v_T la componente vertical del movimiento

The Aberration of Light



polo ecliptical:



intermedio:



plano ecliptical

radio: 20.6"

Sumario:

efectos que cambian las coordenadas:

(paralaje, movimiento propio), precesion, nutacion, aberacion de la luz, refraccion atmosferica

posiciones estelares se deben ser corrigido por todos los efectos
precesion, nutacion --> requieren un cierto año como referencia
"equinoccio" , ahora: 2000

ejemplo Sirius : 06 45 08.92 -16 42 58.0 (2000)

R.A. (h,m,s) Dec. (⁰, ' , ")

otros sistemas: sistema ecliptical (equador: ecliptica)

sistema galactica (equador: Via Lactea)

catologo estelar en el web: SIMBAD

<http://simbad.u-strasbg.fr>

1.5. Brillos, luminosidades y magnitudes

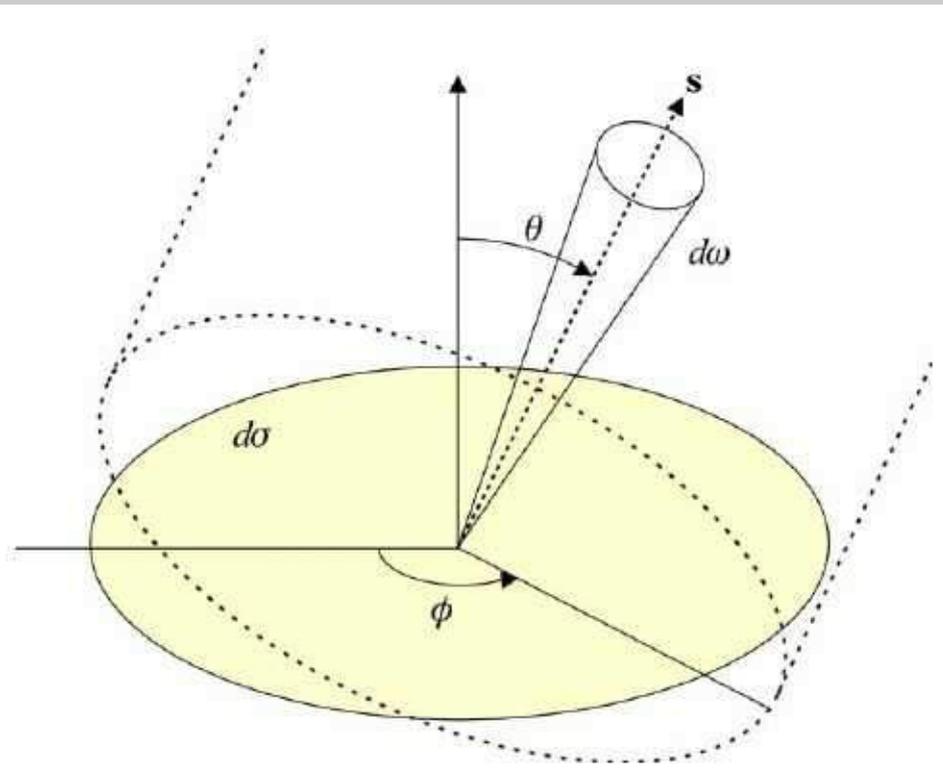
onda electromagnetica transporte energia: vector de Poynting

valor absoluto: $S = \epsilon_0 c^2 E^*H$ (sistema SI)

en general: flujo de energia se depende de la frecuencia!!

consideramos cualquier area diferencial $d\sigma$ que emite energia en un angulo solido $d\omega$ bajo un angulo θ en el rango de frecuencia $\nu, \nu+d\nu$ y por unidad del tiempo dt en un distancia r

$$dE(\nu) = S(\nu, r, \theta, \phi, t) d\nu \cos \theta d\sigma d\omega dt \quad (1.5.1)$$



S: "intensidad",
dimension $[\text{erg}/\text{cm}^2/\text{Hz}/\text{sterad}]$
intensidad independiente de la
distancias, porque ninguna energia
sale del angulo solido

después de la integración sobre 4π , obtenemos el "**flujo de radiación**" (por tiempo y por $d\sigma$)

$$F(\nu) = \int_0^{4\pi} S(\nu, \theta, \phi) \cos \theta d\omega = \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^\pi S(\nu, \theta, \phi) \cos \theta \sin \theta d\theta \quad (1.5.2)$$

es útil decomponer F en una parte adelante (plus) y una parte atrás (menos):

$$F_{(plus)}(\nu) = \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^{\pi/2} S(\nu, \theta, \phi) \cos \theta \sin \theta d\theta \quad 1.5.3)$$

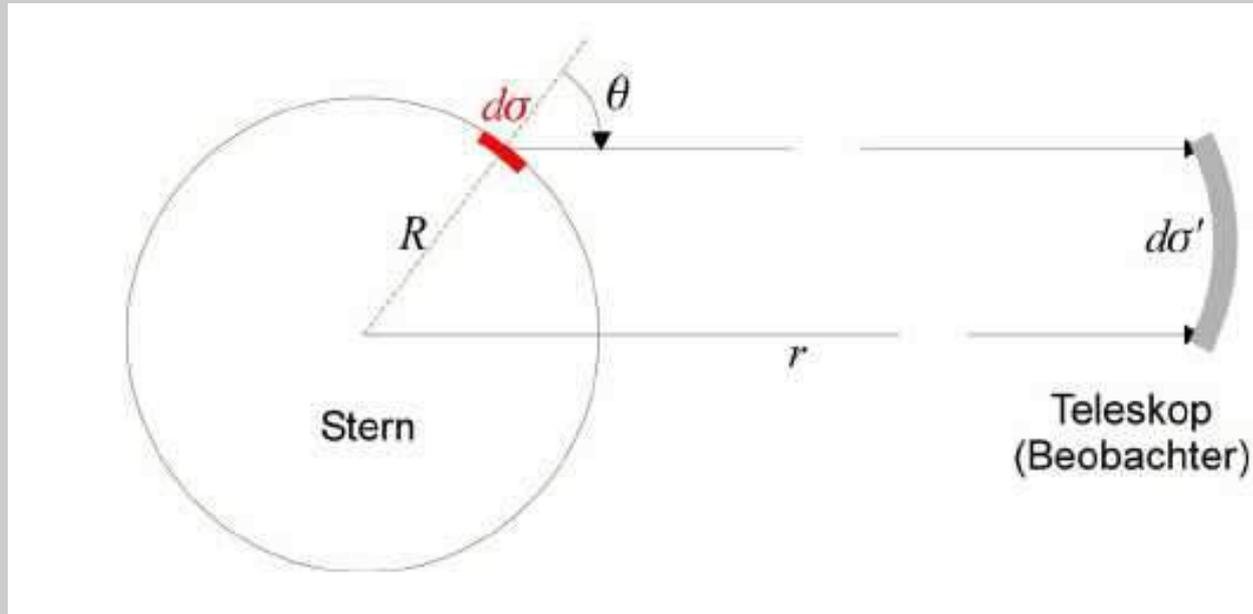
$$F_{(menos)}(\nu) = \int_0^{2\pi} d\phi \int_\pi^{\pi/2} S(\nu, \theta, \phi) \cos \theta \sin \theta d\theta$$

entonces:

$$F = F_{plus} - F_{menos}$$

F es el flujo neto a través de la área diferencial
dimensión $[\text{erg}/\text{cm}^2/\text{s}]$

aplicacion a una estrella de radio R en una distancia r :
 $r \gg R$ --> todos los rayos son paralelos



area diferencial $d\sigma$: $d\sigma = R^2 \sin\theta d\theta d\phi$
 y $d\sigma' = r^2 d\omega$

segun 1.5.1. : energia emitida en la direccion del observador

$$dE(\nu) = S(\nu, \theta, \phi) \cos\theta R^2 \sin\theta d\theta d\phi d\omega$$

la suma de todos los areas diferenciales:

$$f(\nu) = \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^{\pi/2} S(\nu) \cos\theta \sin\theta d\theta (R/r)^2 d\sigma'$$

comparison con F (1.5.3): flujo de radiacion recibido por un observador (fuera de la atmosfera):

$$f(\nu) = F_{plus} \left(\frac{R}{r} \right)^2 d\sigma' \quad (1.5.4)$$

$f(\nu)$ es observable y depende de la distancia y del flujo en la superficie de la Tierra, el Sol es (casi) la unica estrella donde se puede medir S (la intensidad) y su dependencia de Θ

Magnitudes:

Hiparcos (150 d.C.): clasificacion de brillos estelares --> 6 magnitudes

1 – estrellas mas brillantes ... 6 – estr. mas debiles

ojo es un detector logaritmico!

primeras medidas fotometricas: Pogson (1850)

para obtener consistencia con estimaciones fotometricas, introduccion de escala de magnitudes

siendo f_1, f_2 dos flujos ---> **$m_1 - m_2 = -2.5 \log(f_1/f_2)$** (1.5.5)

magnitud no tiene dimension fisica!

$$- \Delta m = 1 \quad 2.5 \quad 5 \quad 10 \quad 15 \quad 20$$

$$f_1/f_2 = 2.5 \quad 10 \quad 100 \quad 10^4 \quad 10^6 \quad 10^8$$

primeras medidas visualmente, despues fotograficamente

no son consistentes, porque ojo y placa fotografica tienen diferentes sensibilidades con respecto a la longitud de onda (frecuencia)

$$m_{E(\lambda)} = -2.5 \log \frac{1}{r^2} \int_0^\infty R^2 F(\lambda) E(\lambda) d\lambda + cte.$$

---> **magnitud aparente**

constante: catalogos de estrellas estandard

$E(\lambda)$: funcion de sensibilidad

telescopio: espejos, lentes --> refleccion y
refraccion se dependen de λ

+ instrumento (camera, espectrografo):

espejos, lentes, filtros (!)

+ detector (placa fotografica, hoy dia:

CCDs (charge-coupled device)

para comparar medidas de telescopios diferentes

---->

necesitamos un sistema de estandard para $E(\lambda)$

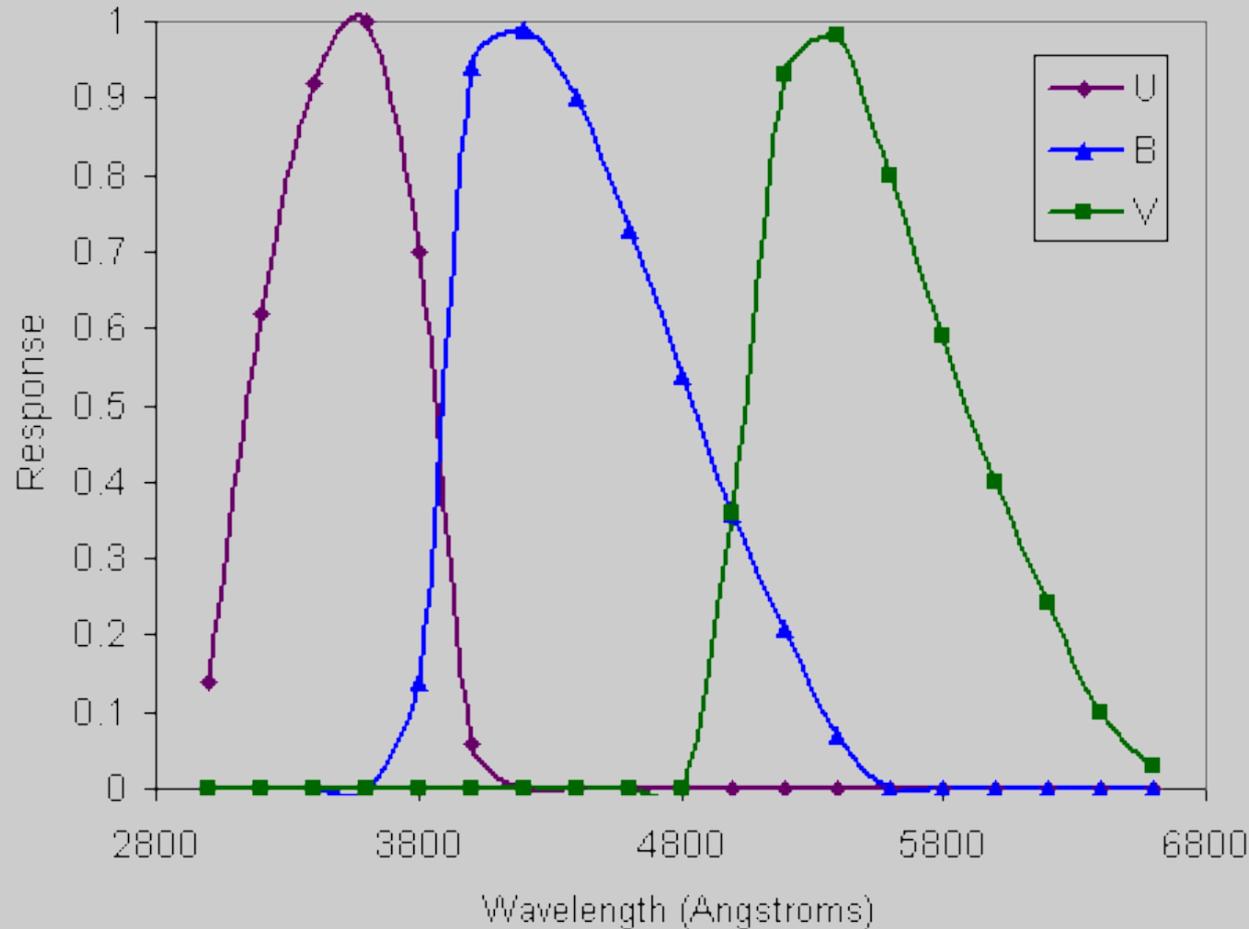
---->

sistema fotometrico

historicamente - sistema fotometrico requiere consistencia con medidas visuales y placas fotograficas:

Johnson (1951): sistema U B V (ultravioleto, azul, visual)

365 nm 440 nm 548 nm



hoy dia: muchos sistemas fotometricos, depende de la aplicacion
Johnson, Kron-Cousins, Stroemgren, Washington,
telescopio espacial Hubble, Gunn
cada sistema necesita un catalogo de estrellas estandar !

sistema UBV: m_U , m_B , m_V alternativamente U, B, V

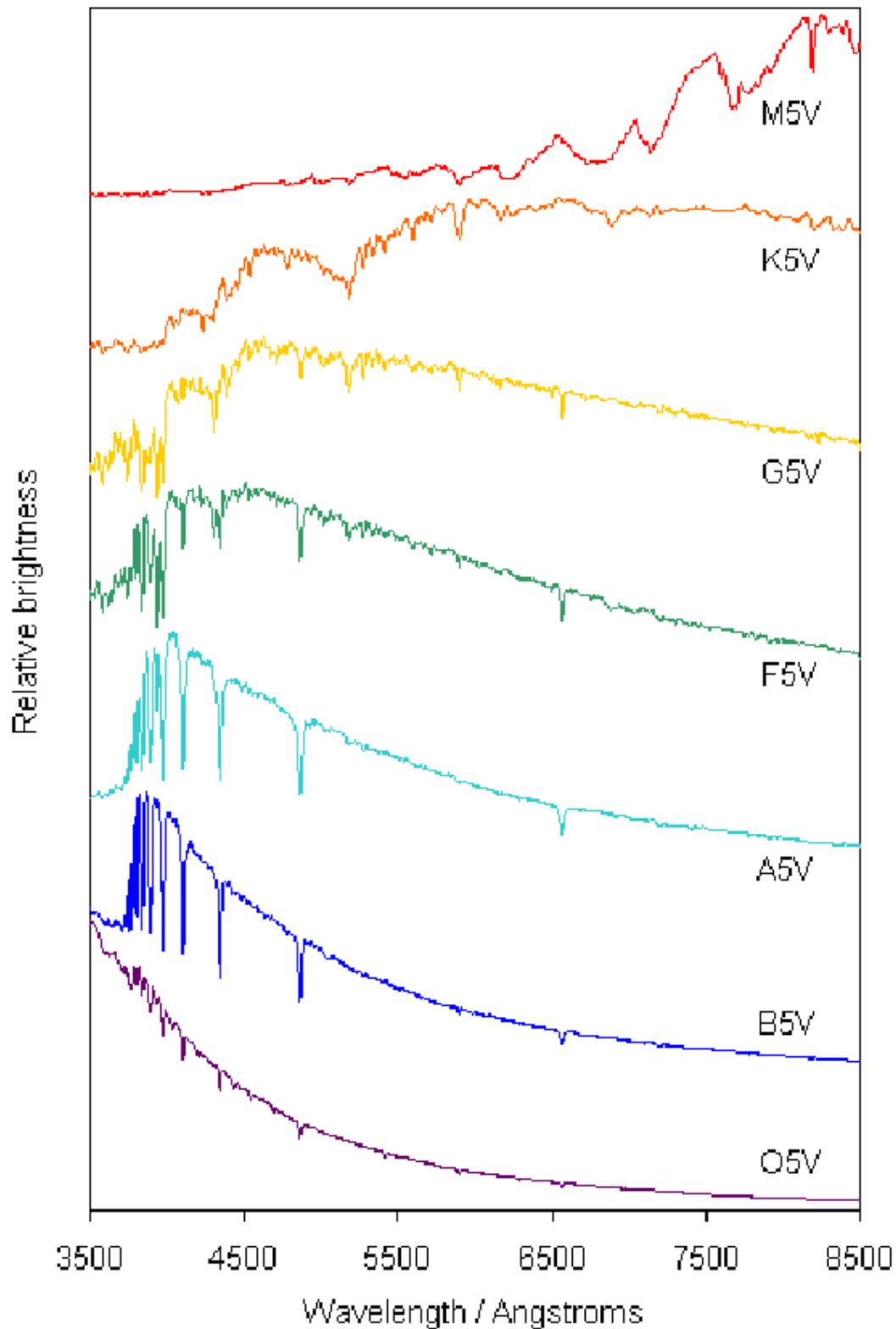
ejemplos:	Sol	Luna	Sirius	mas debiles en HST
V	-26	-12	-1.8	30

indices de color

la diferencia entre dos magnitudes medidas en
bandas diferentes se llama "index de color"

por ejemplo: U-B, B-V

--->medida cruda para la distribucion de energia en un
espectro estelar ---> temperatura



distribucion de la energia
en espectros estelares
-- efecto de temperatura

6000 K

8000 K

30 000 K

magnitudes absolutas

magnitud aparente depende de la distancia
como medir la luminosidad "verdadera" en mag?

Definicion: la magnitud absoluta es tal magnitud, que
tendria un objeto con distancia r [pc] en una distancia
de 10 pc

$$m - M = -2.5 \log \left(\frac{f_{\text{aparente}}}{f_{10 \text{ pc}}} \right)$$

por 1.5.4 -->
$$\frac{f_{\text{aparente}}}{f_{10 \text{ pc}}} = \left(\frac{10 \text{ pc}}{r} \right)^2$$

insertar -- >
$$m - M = 5 \log r - 5 \quad (1.5.6)$$

$m - M$ se llama "modulo de distancia"!

integrando sobre todas las longitudes de ondas, obtenemos la **magnitud bolometrica**

$$m_{bol} = -2.5 \log \left(\int_0^{\infty} f(\lambda) d\lambda \right) + C_{bol}$$

tiene papel importante en la teoria, porque se describe la radiacion total

la " correccion bolometrica ": **B.C. = $m_{bol} - V$**

no es medible directamente, porque no hay detectores para todos los frecuencias

B.C. deberia ser negativa - C_{bol} arbitraria

---> definicion asi que B.C. = 0 para Vega

finalmente: transformacion de magnitudes bolometricas a parametros mas fisicos

$$f = 2.52 \times 10^{-5} 10^{-2 m_b / 5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

$$F = 3.02 \times 10^{35} 10^{-2 M_b / 5} \text{ erg s}^{-1}$$

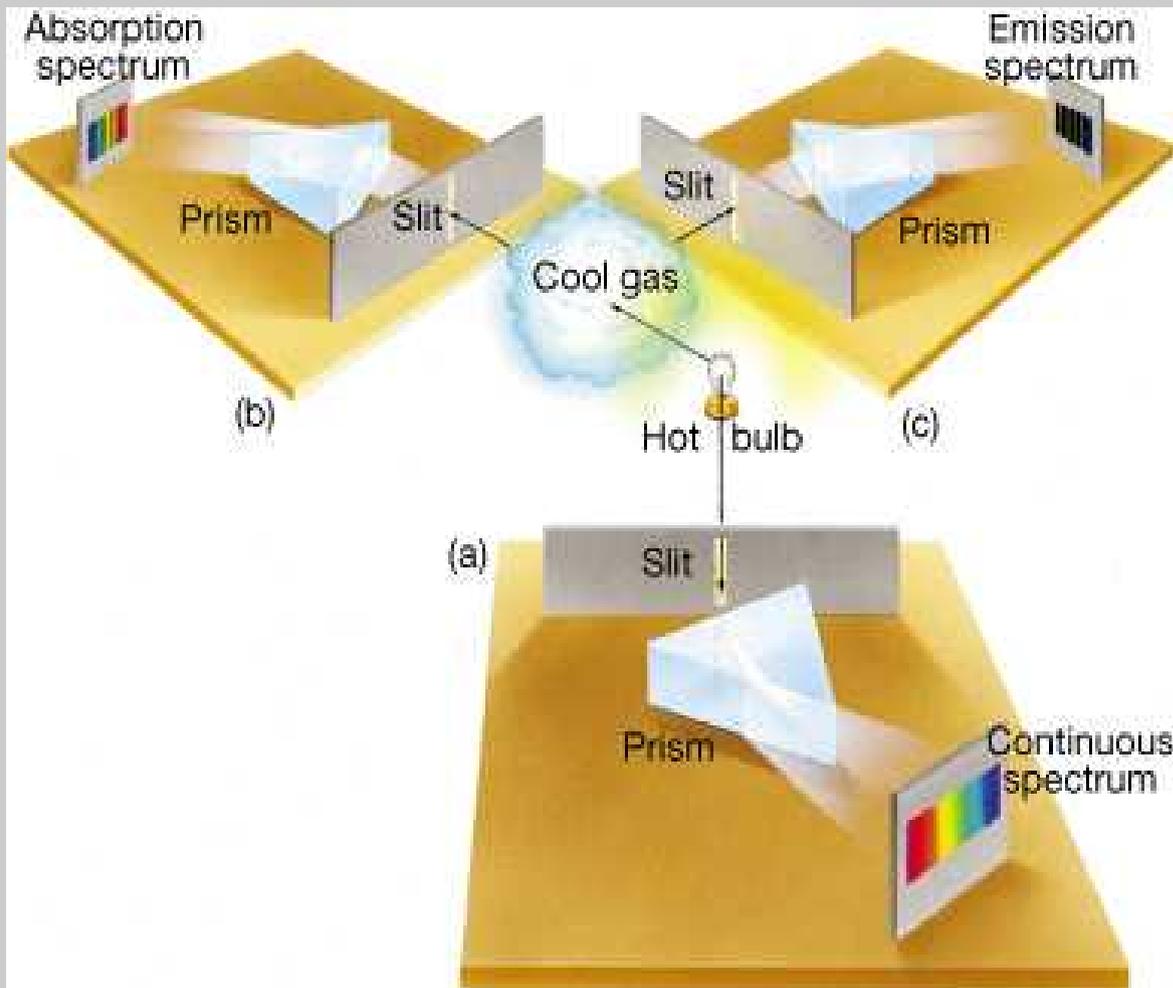
1.6 Fundamentos de espectroscopia

para recordar: leyes de Kirchhoff

a) luz de un cuerpo rigido ---> espectro continuo

b) luz atravesando un gas fria ---> lineas de absorcion

c) vista lateralmente ---> lineas de emision (debiles)



razon:

hay procesos continuos
y procesos de absorcion
y re-emision en en atomos

absorcion:

angulo solido pequeño

re-emision:

emision en 4π

1.6.1. Lineas espectrales

Fraunhofer 1814: detection de lineas de absorcion en el espectro continuo del Sol --> una linea prominente tiene la misma longitud de onda que la las lineas de sal (emision)

---> primera identificacion de las lineas de sodio

Kirchhoff, Bunsen 1860: mas identificaciones de lineas de varias elementos

1868: identificacion de lineas de un elemento en el espectro solar que no ocurre en la Tierra --> helio

1880: espectros de las estrellas mas brillantes

---> lineas de hidrogeno en Vega mas fuerte que en el Sol

---> mas hidrogeno en Vega?? No.

para entender: desarrollo de la fisica de interaccion entre materia y luz

approx. 1930: finalizacion de la mecanica cuantica

(Planck, Bohr, Einstein, Born, Heisenberg, Dirac ...)

Balmer (1885): empíricamente para hidrogeno

$$\frac{1}{\lambda} = R_H \left(\frac{1}{m^2} - \frac{1}{n^2} \right) \quad m < n \quad m = 2, 3, 4 \dots$$

R_H : constante de Rydberg

explicacion por el modelo de Bohr para el atomo de hidrogeno

un electron esta orbitando alrededor de un proton

($m_p = 1837 m_e$)

fuerza de Coulomb = fuerza centripetal

q: carga de proton = carga de electron, r: radio de la orbita

v: velocidad de electron $\frac{q^2}{r^2} = m_e \left(\frac{v^2}{r} \right)$

en unidades cgs:

energia cinetica $K = \frac{1}{2} m_e v^2 = \frac{1}{2} \frac{q^2}{r}$

energia potential $U = -\frac{q^2}{r} = -2K$

energia total: $E = K + U = K - 2K = -K = -\frac{1}{2} \frac{q^2}{r}$

bastante clasico!

ahora: cuantizacion del momentum angular
(no hay ninguna analogia clasica)

$$L = m_e v r = n \hbar \quad n = 1, 2, 3 \dots$$

\hbar : constante de Planck/ 2π

energia cinetica: $\frac{1}{2} \frac{q^2}{r} = \frac{1}{2} m_e v^2 = \frac{1}{2} \frac{L^2}{m_e r^2} = \frac{1}{2} \frac{(n \hbar)^2}{m_e r^2}$

con esta condicion, solo ciertos radios son permitidos:

$$r_n = \frac{\hbar^2}{m_e q^2} n^2 = a_0 n^2 \quad a_0: \text{radio de Bohr}$$

las energias correspondientes a estos radios:

$$E_n = -\frac{m_e q^4}{2 \hbar^2} \frac{1}{n^2} = 13.6 eV \frac{1}{n^2}$$

digamos: $n=1$ – estado base

$n=2$ – primer nivel de excitacion

electron se cambia su estado:

alto a bajo --> **emision** de un foton

bajo a alto --> **absorcion** de un foton

energia de un foton: $E = h * \nu = h * c / \lambda$

$$E_{foton} = E_{alto} - E_{bajo}$$

entonces:

$$\frac{hc}{\lambda} = \left(-\frac{m_e q^2}{2 \hbar^2} \frac{1}{n_{alto}^2} \right) - \left(-\frac{m_e q^2}{2 \hbar^2} \frac{1}{n_{bajo}^2} \right)$$

dividido por $h*c$:

$$\frac{1}{\lambda} = \frac{m_e q^2}{4 \pi \hbar^3 c} \left(\frac{1}{n_{bajo}^2} - \frac{1}{n_{alto}^2} \right)$$

que es la formula de
Balmer

$$R_H = 109677.5 \text{ cm}^{-1}$$

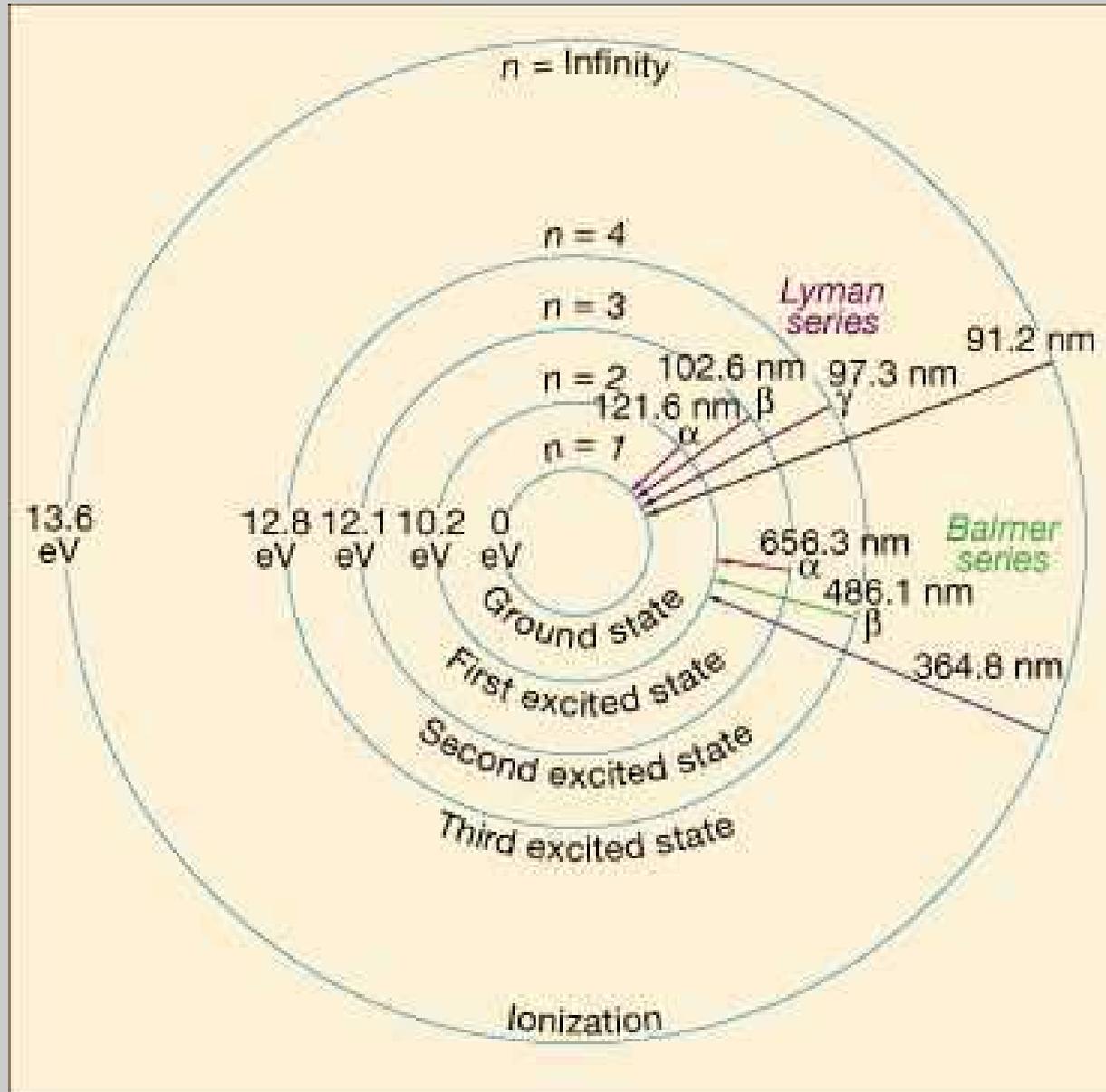
este modelo de Bohr funciona para hidrogeno y otros sistemas con un electron (cuales?)

no funciona para atomos con mas electrones porque

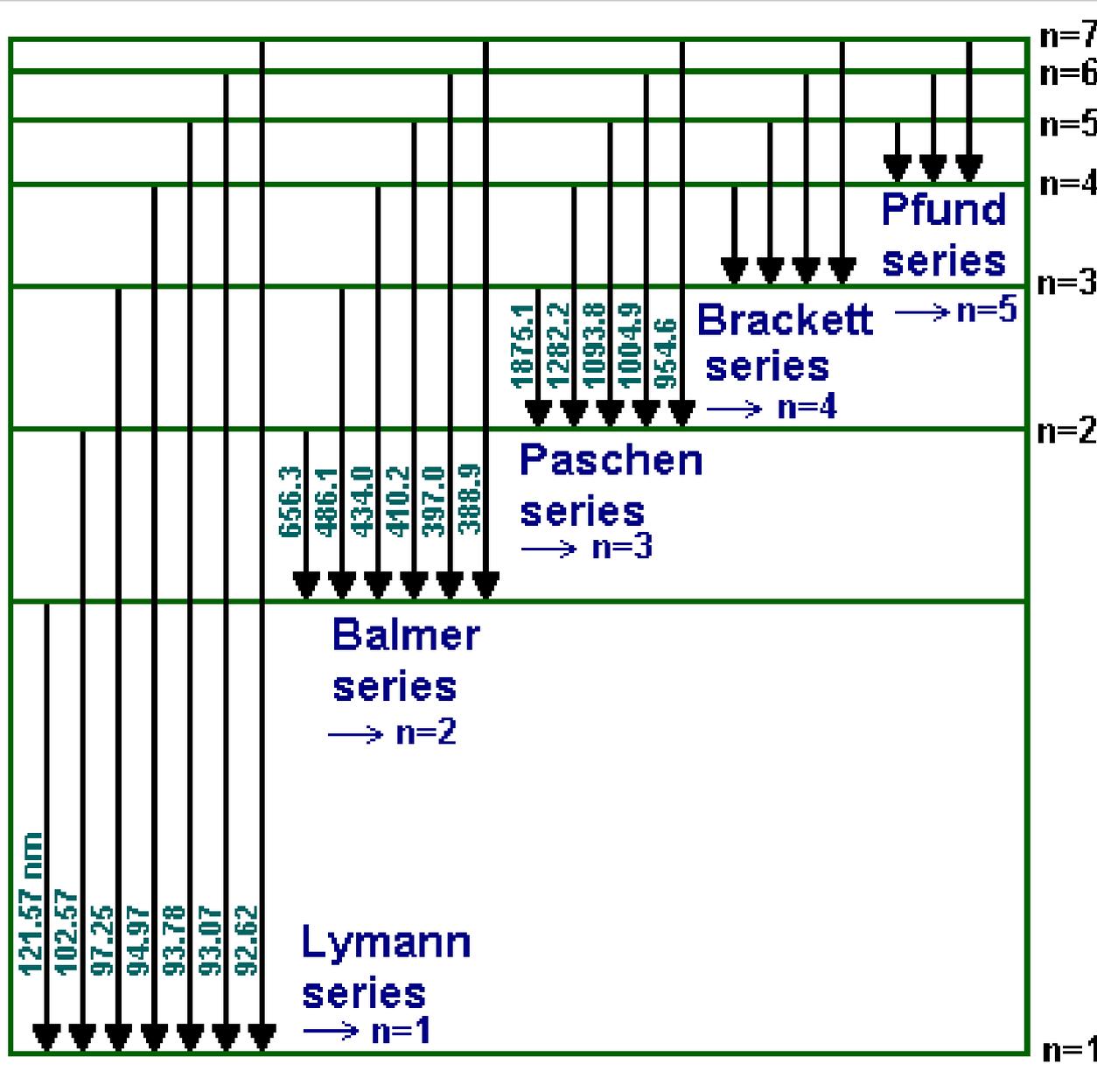
las estados de energias se dependen de las interacciones

entre las electrones

La series de Lyman ($n(\text{bajo}) = 1$), Balmer ($n(\text{bajo}) = 2$)



Mas series de hidrogeno



infrarojo

optico

ultravioleto

hidrogeno: estados cuanticos del electron son simples en el modelo de Bohr, en "realidad" electron tiene mas propiedades:

"espin" --- propiedad de mecanica cuantica –ninguna analogia clasica

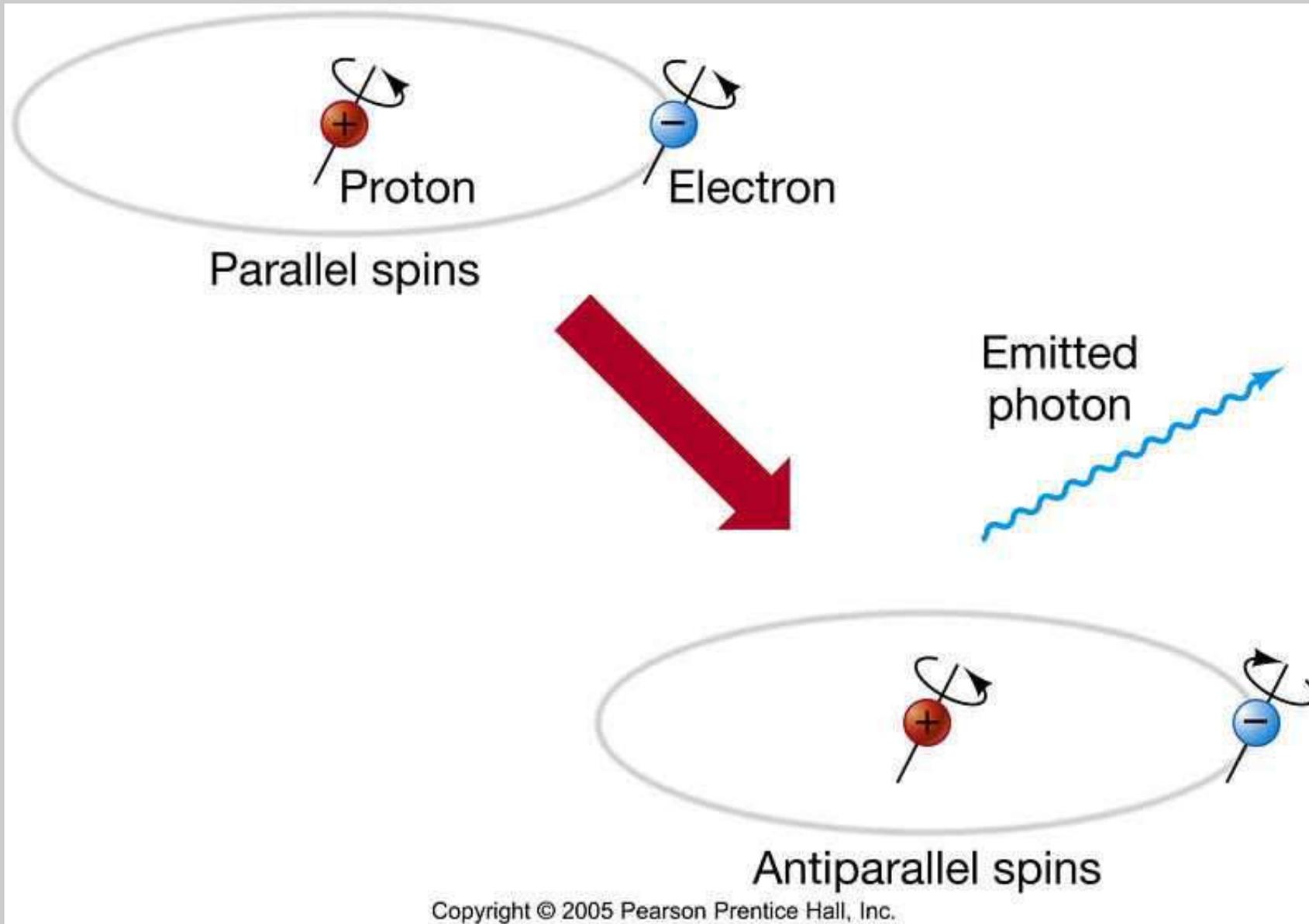
ilustrativo: rotacion del electron $S = \pm 1/2 \hbar$ ---> momento magnetico

----> interaccion con momento magnetico del nucleo

----> dos estados cuanticos: paralelo (alta energia)
antiparalelo (baja energia)

----> transicion: emision de 21 cm ---muy importante en la radioastronomia

linea de hidrogeno de 21 cm



mas electrones de elementos mas pesados: muchos niveles de energia

principio de Pauli: dos fermiones no pueden estar en el mismo estado cuantico

---> sistema periodico de los elementos

física atomica: interaccion de los electrones dentro un atomo

---> calculacion de los niveles energeticas

----> lineas

sitio web: www.physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/index.html

1.7. Radiacion continua - Sumario de propiedades de un cuerpo negro

Cuerpo negro es cada cuerpo con coeficiente de absorcion

$$K=\infty$$

realizacion clasica:

agujero pequeño en la pared de un recipiente

las paredes de recipiente estan en equilibrio termico con la radiacion en su interior

ilustrativamente: un foton que entra no puede regresar

importancia: en una buena aproximacion, estrellas son cuerpos negros (salvo sus atmosferas!)

Un cuerpo negro emite energía por tiempo, por área, por longitud de onda, por ángulo sólido como

$$B(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1}$$

[erg s⁽⁻¹⁾ cm⁽⁻²⁾ Å⁽⁻¹⁾ sr⁽⁻¹⁾]

ley de radiación de Planck

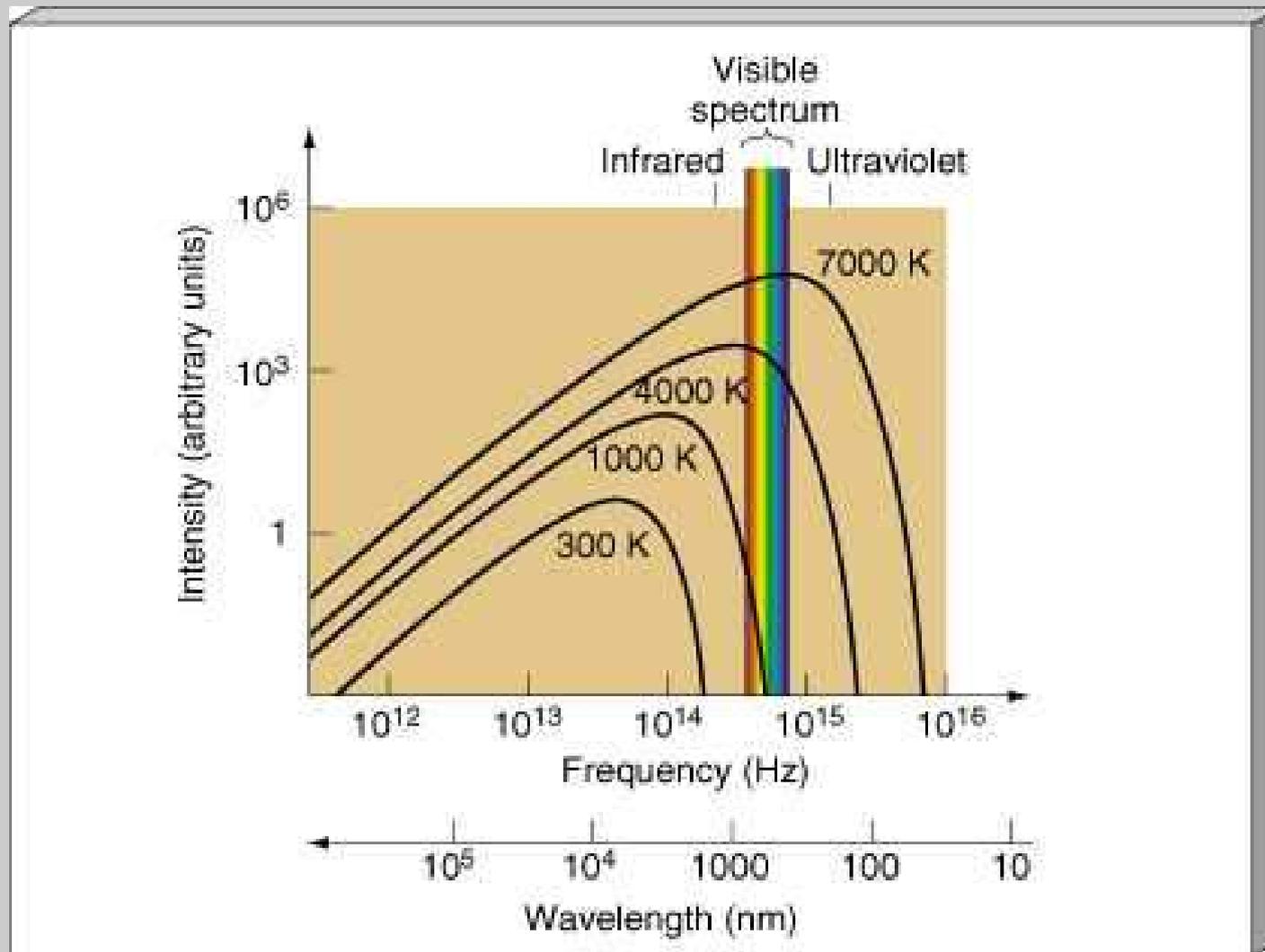
h: constante de Planck = 6.63 10⁽⁻²⁷⁾ erg sec

c: velocidad luz = 300 000 km/s

k: constante de Boltzmann = 1.38 10⁽⁻¹⁶⁾ erg/K

Radiación de un cuerpo negro para varias temperaturas (escalas logarítmicas!)

maximo de radiación depende de la temperatura
estrellas parecidas al Sol tienen máximo en el rango visual
para longitudes de ondas largas y cortas: líneas rectas!



Encontrar la longitud de onda del maximo de la radiacion
--> ley de Wien

$$\lambda_{max} = \frac{0.29}{T} \text{ cm K}$$

aproximacion para λ muy grande:

$$h c \ll \lambda k T \text{ (radio ondas)}$$

$$e^{\frac{hc}{\lambda k T}} \approx 1 + \frac{hc}{\lambda k T}$$

y la ley de Planck se vuelve

$$B(\lambda, T) = 2k c \frac{T}{\lambda^4} \quad \text{ley de Rayleigh-Jeans}$$

aproximacion para λ muy corta:

$$h c \gg \lambda k T \text{ (rayos x)}$$

$$e^{\frac{hc}{\lambda k T}} \gg 1$$

y la ley de Planck se vuelve

$$B(\lambda, T) = \frac{2 h c^2}{\lambda^5} e^{-\frac{hc}{\lambda k T}}$$

aproximacion de Wien

Ley de Stefan-Boltzmann para un cuerpo negro:

flujo de radiación, que es emitido por un cuerpo negro

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

siendo A la área y σ la constante de Stefan-Boltzmann

$$\sigma = 5.67 \cdot 10^{(-5)} \text{ erg s}^{(-1)} \text{ cm}^{(-2)} \text{ K}^{(-4)}$$

bajo la suposición que estrellas son cuerpos negros (solo una aproximación!) hace posible definir una temperatura para estrellas, la **"temperatura efectiva T_{eff} "** es tal temperatura que tiene un **cuerpo negro con el mismo flujo de una estrella**

costumbre: "luminosidad" en lugar de "flujo" (suposición: esfera),

L luminosidad

$$L = 4 \pi \sigma R^2 T_{\text{eff}}^4$$

luminosidades integrados sobre todas las longitudes de onda!
para medir T_{eff} necesitamos saber el radio angular (distancia r)

relacion entre f y F (f y L) y Stefan-Boltzmann:

$$f = \frac{L}{4 \pi r^2} = \frac{4 \pi \sigma R^2 T_{\text{eff}}^4}{4 \pi r^2} = \sigma \left(\frac{R}{r} \right)^2 T_{\text{eff}}^4$$

r/R es el radio angular! medida de T_{eff} --> necesario r/R y flujo f
Sol es importante

1.8. Clasificación de los espectros estelares

clasificación por primera vez hecha en la Universidad de Harvard
(Pickering, Fleming) por las intensidades de líneas – orden alfabético

Annie Jump Cannon 1901 – cambio del orden

esquema de clasificación de Harvard

O B A F G K M

con subescala digital: O1, O2.... M8, M9, M10

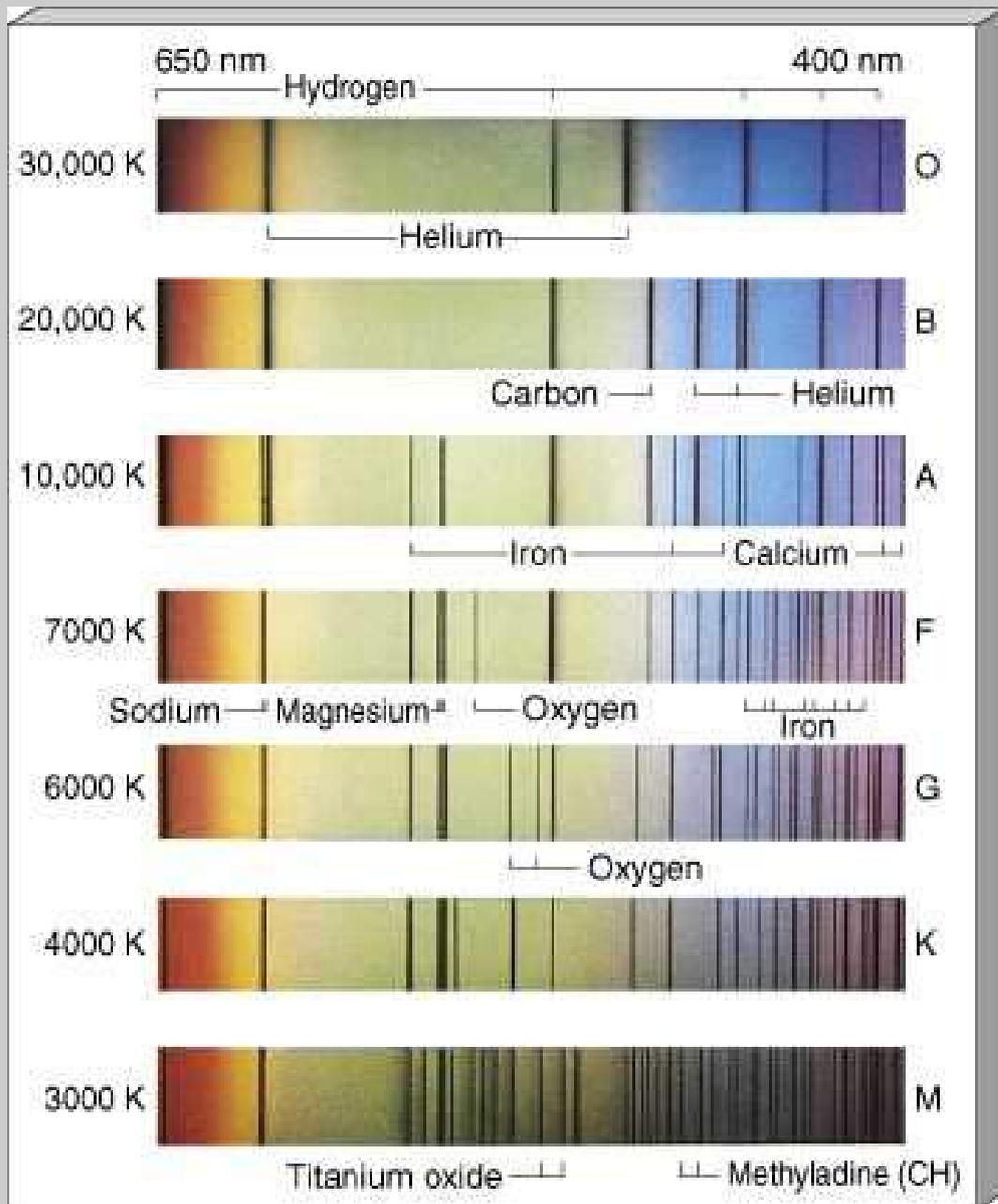
descubrimiento: secuencia de temperaturas!

estrellas O son más calientes --- estrellas M más frías

30 000 K y más

3000 K

Sol es de tipo G2



blanco-azul, He II, H debil

blanco-azul, HeI, HeII, H

blanco, H muy fuerte, CaII, CaI

amarillo-blanco, FeI, CrI

amarillo, CaII muy fuerte, mas
lineas de elementos neutros

rojo-amarillo, bandas moleculas

rojo, mas bandas moleculas, H
muy debil

leyes de Kirchhoff: ---> espectro continuo tiene su origen en un "cuerpo negro", la superficie estelar --> **fotosfera**
lineas de absorcion tienen su origen en un gas mas fria abajo de la fotosfera, la **atmosfera**
espectroscopia estelar = (mas o menos) analisis de las atmosferas estelares

comportamiento de las lineas:

ejemplo H -- estrellas calientes – H en parte ionizado – lineas debiles
estrellas frias – atomos en nivel base --> ningunas lineas en el rango optico (solo series de Lyman)

ejemplo He -- estrellas calientes – HeII (una vez ionizado)
estrellas menos calientes – HeI (neutro)
estrellas frias -- atomos en nivel base -->ningunas lineas en el rango optico

ejemplo TiO – estrellas calientes – no hay moleculas
estrellas frias – temperatura permite moleculas

fotometria: imagen de una estrella esta concentrado en el disco
del seeing sobre el detector

espectroscopia: el espectro esta distribuido sobre el detector
--> menos luz por elemento del detector