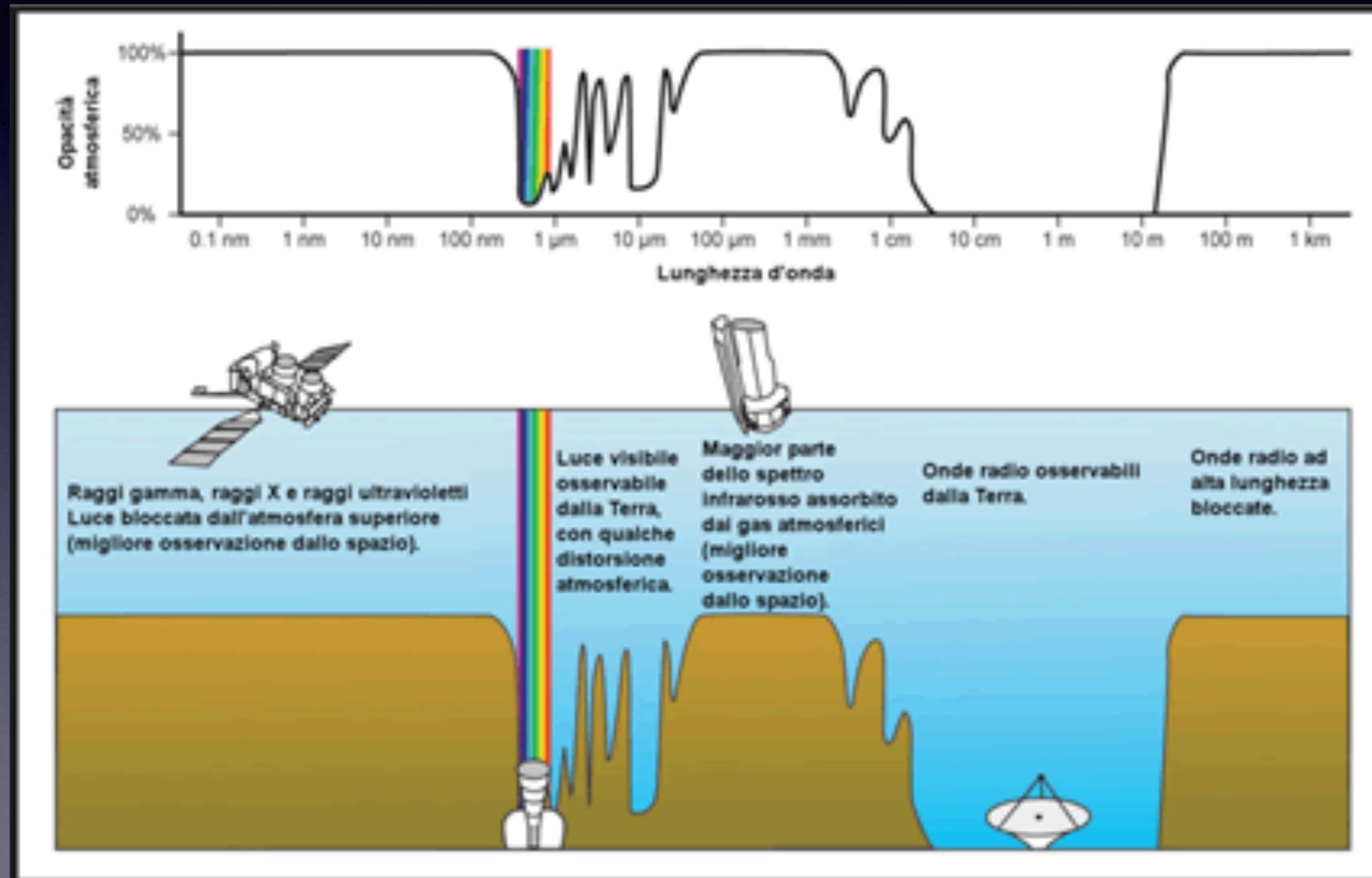


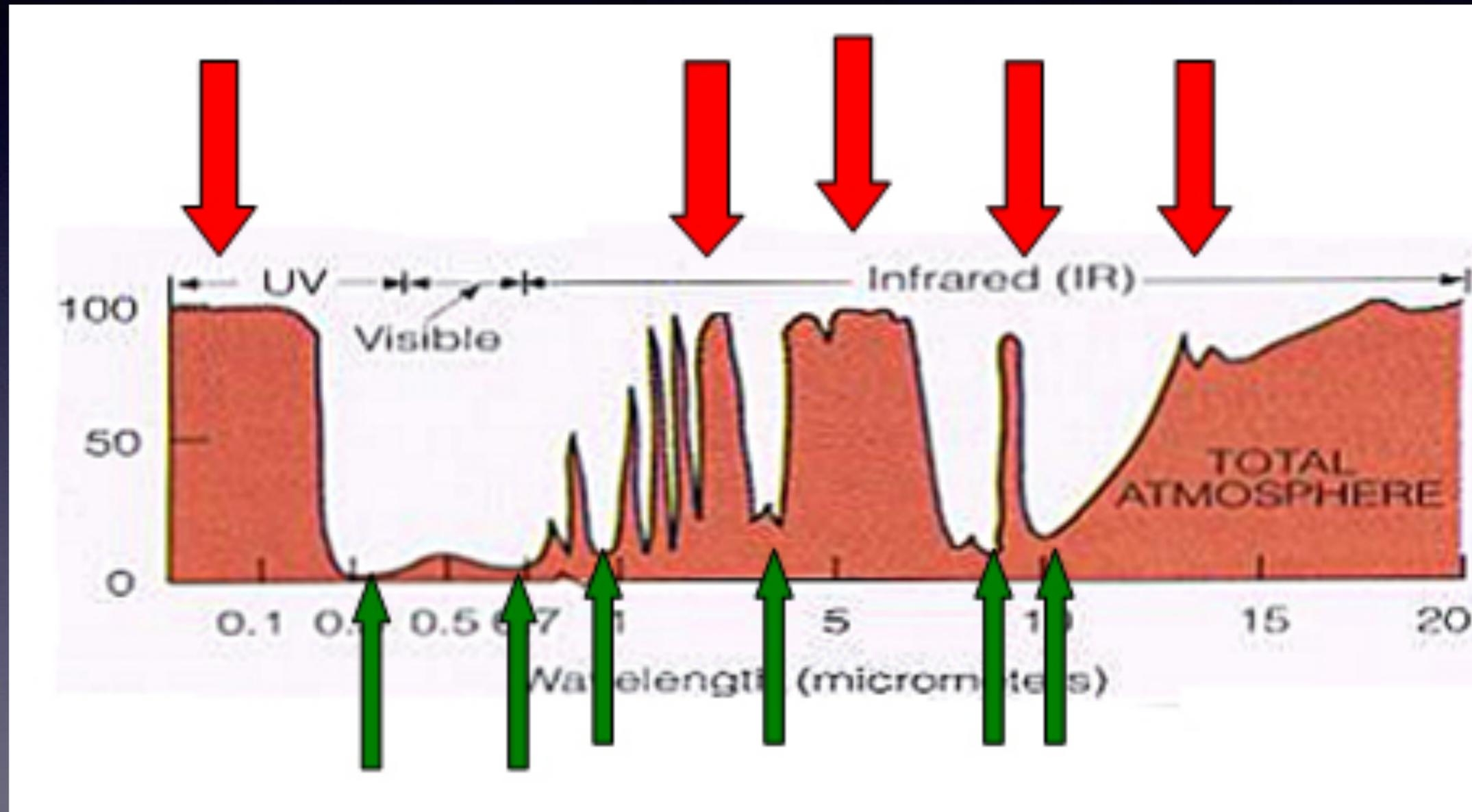
# Introduzione all'Astrofisica

Prof.ssa Francesca Matteucci  
Anno Accademico 2021-2022

Dal cosmo ci arriva radiazione elettromagnetica. Non tutta poiche' l'atmosfera terrestre fa da filtro



Lo spettro elettromagnetico del Sole:  
l'atmosfera assorbe gran parte della  
radiazione



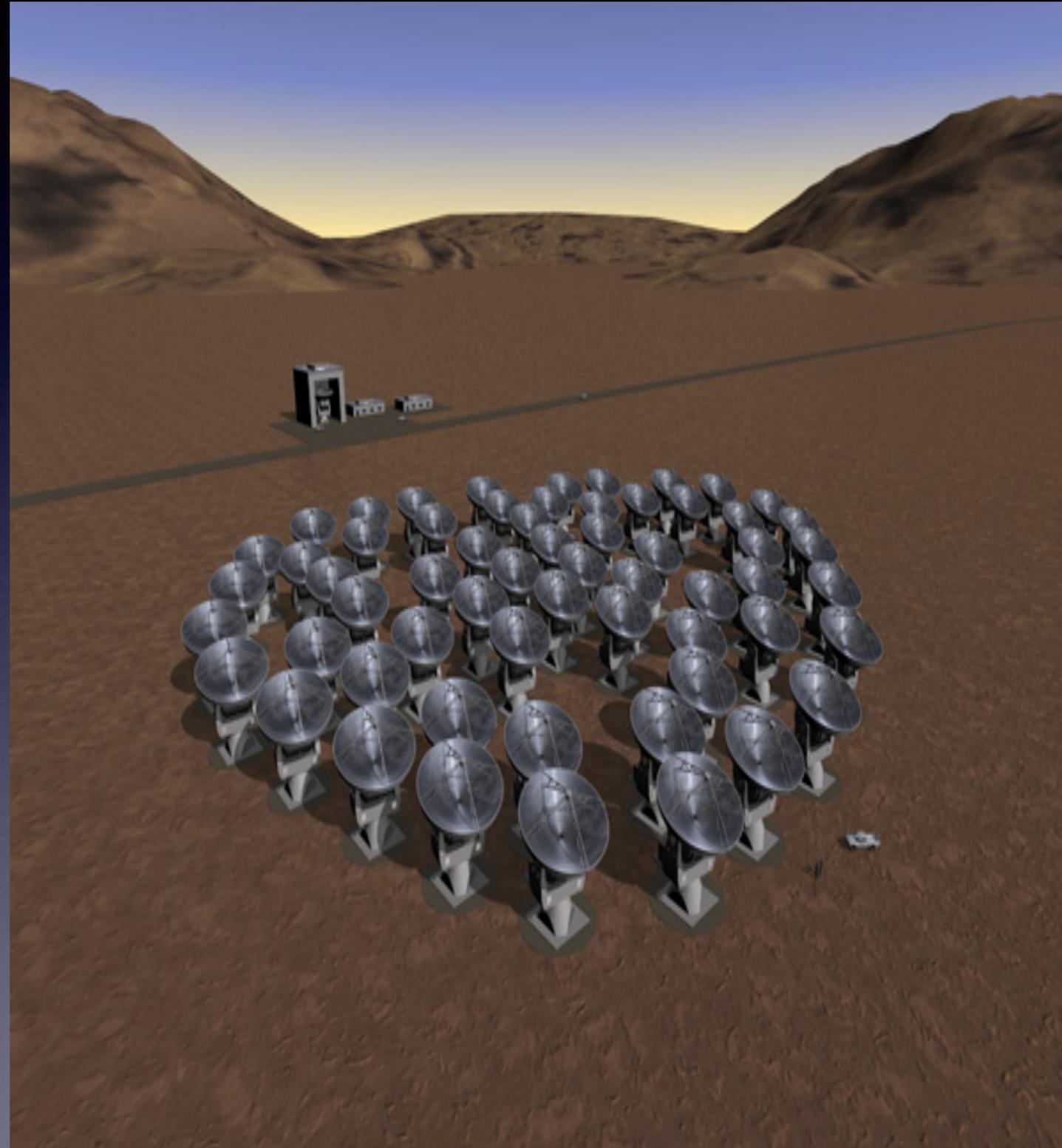
# I telescopi (HST)



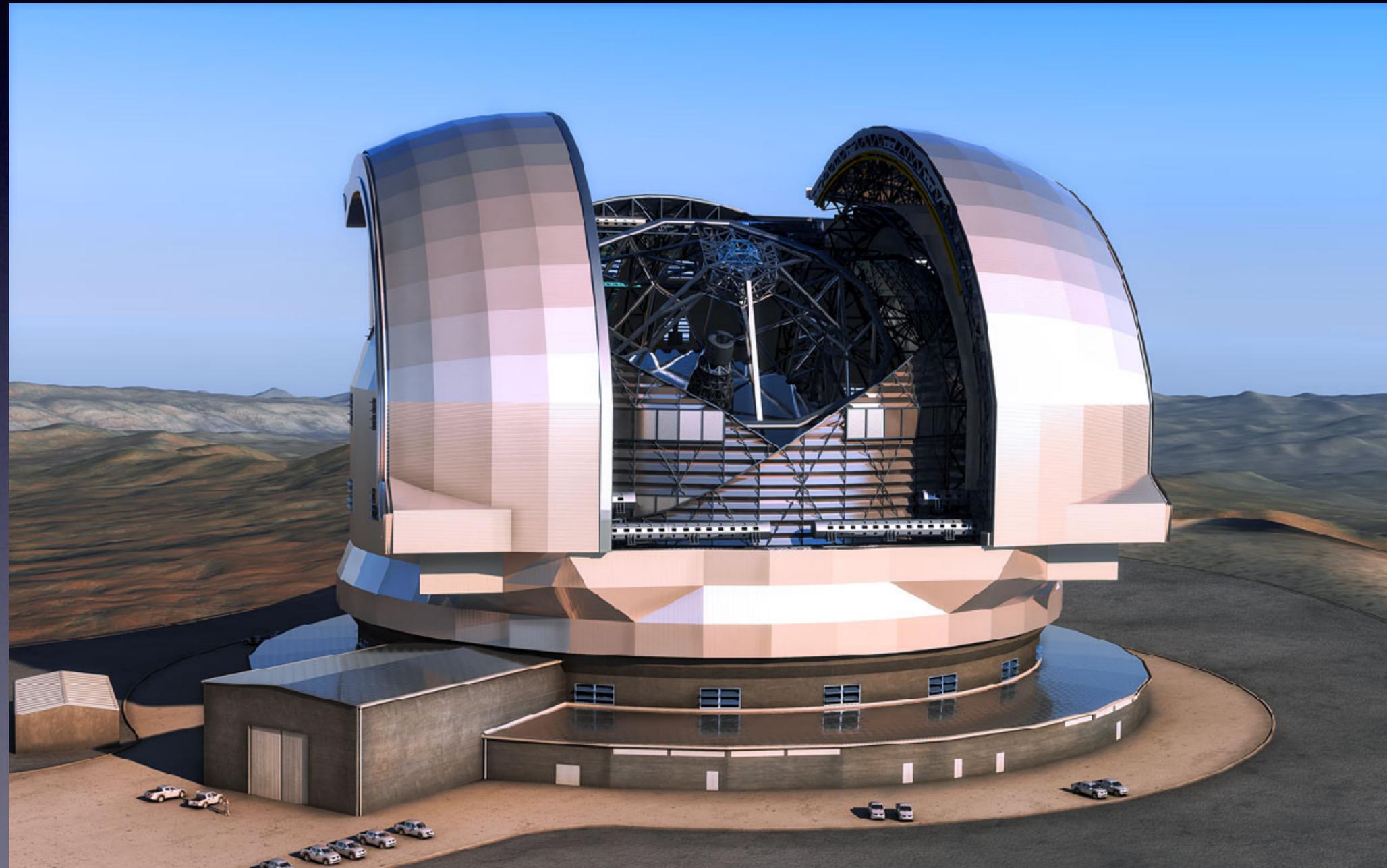
# Very Large Telescope (VLT)

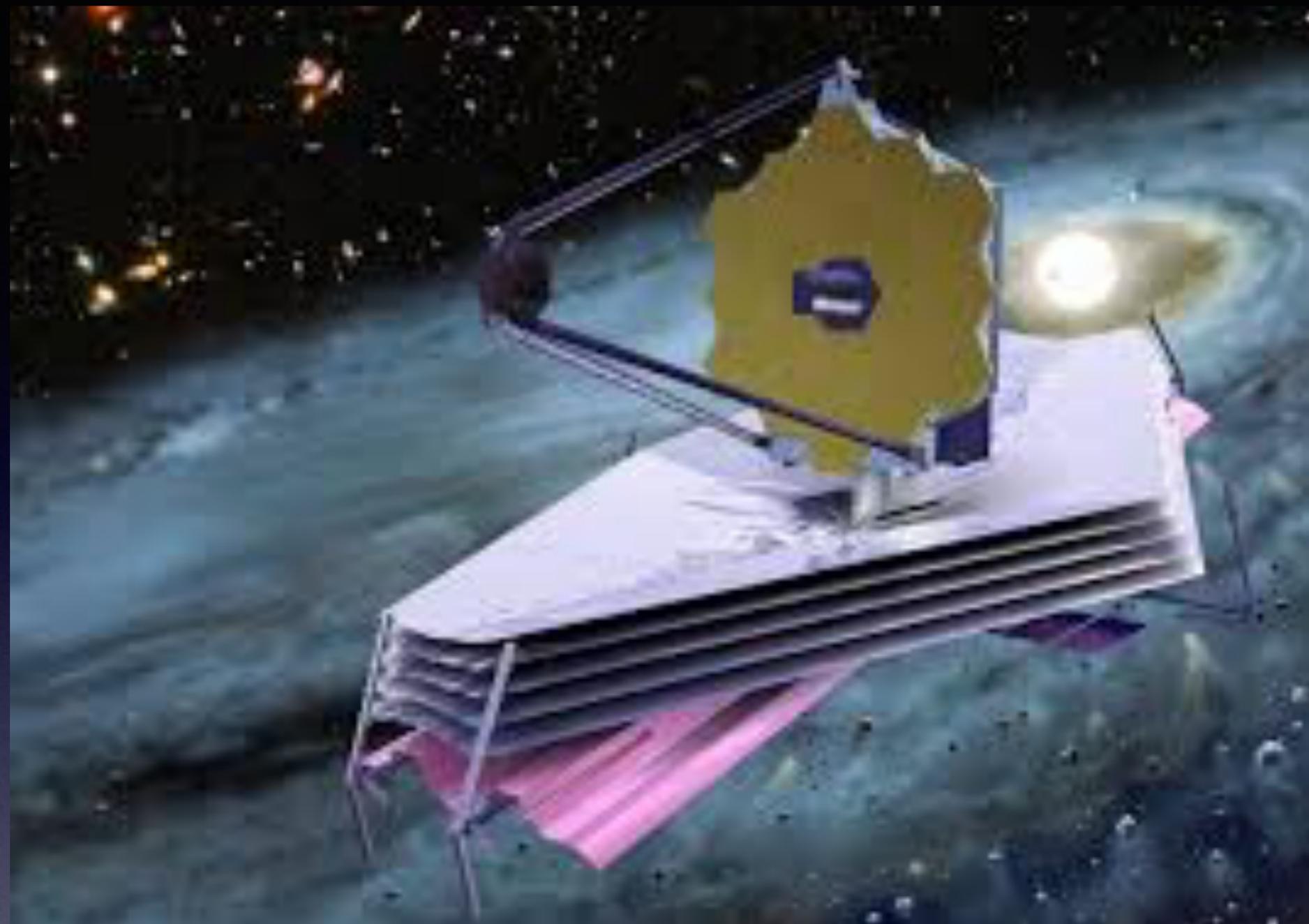


# ALMA



# Telescopi del futuro (2025?) ELT (Extremely Large Telescope)

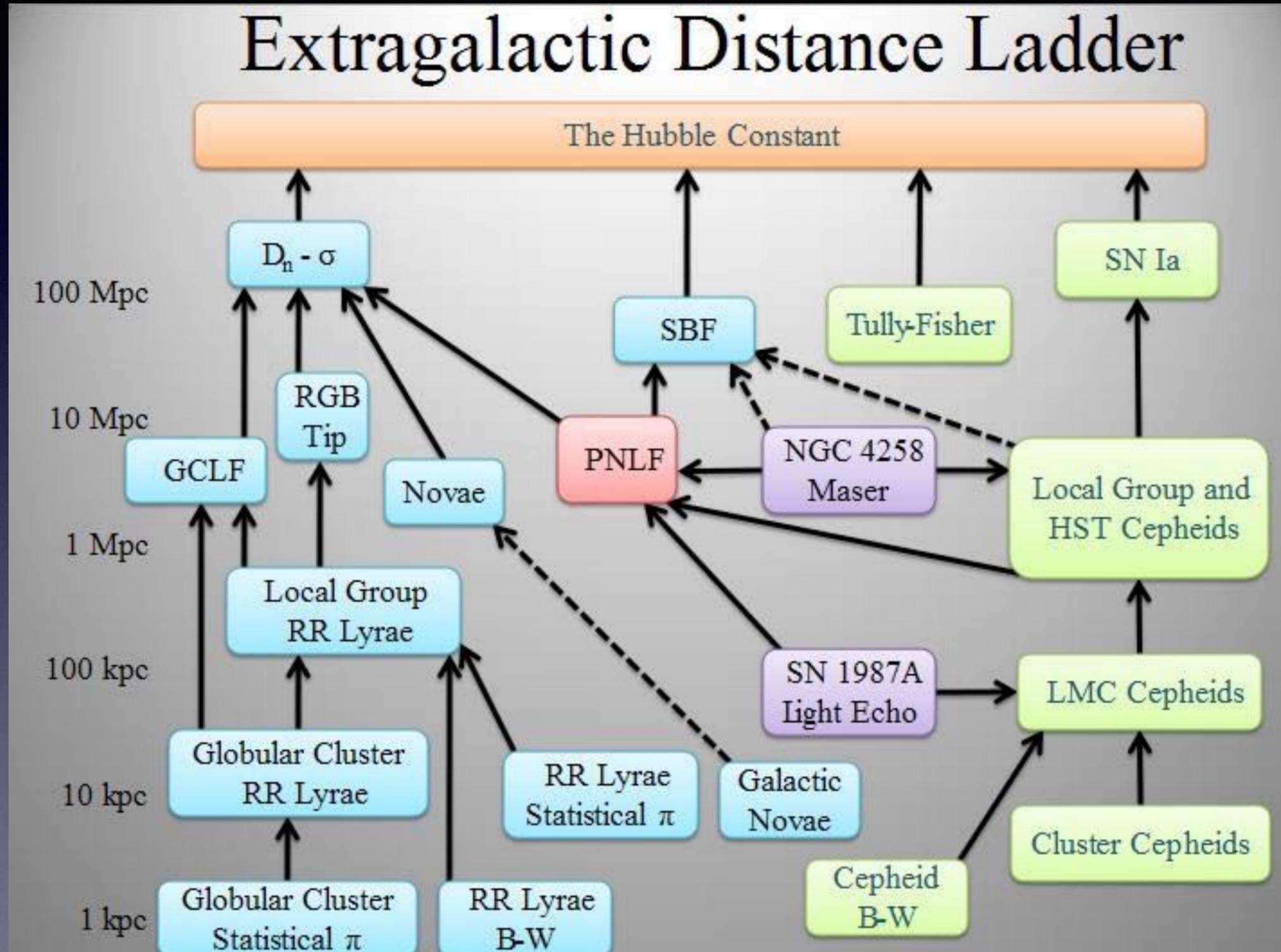




# I telescopii del futuro

JWST sara' lanciato il 18 dicembre 2021 dalla NASA. Ha uno specchio di 6.5 metri di diametro (18 segmenti esagonali)

# La scala delle distanze



# La scala delle distanze

- Distanza Terra-Sole circa 150.000.000 km
- $1.5 \times 10^8$  km = 1 unita' astronomica
- La velocita' della luce nel vuoto e'  $3 \times 10^5$  km/sec
- La Luna dista dalla Terra circa 385.000 km e si trova ad 1.3 secondi luce da noi
- Quanto spazio percorre la luce in un anno?  $d=vt$  quindi  $d=9.5 \times 10^{12}$  km =1 anno luce
- La stella piu' vicina e' Proxima Centauri e dista 4 anni luce, gli oggetti piu' lontani sono i Quasars (12 miliardi di anni luce)

# La scala delle distanze

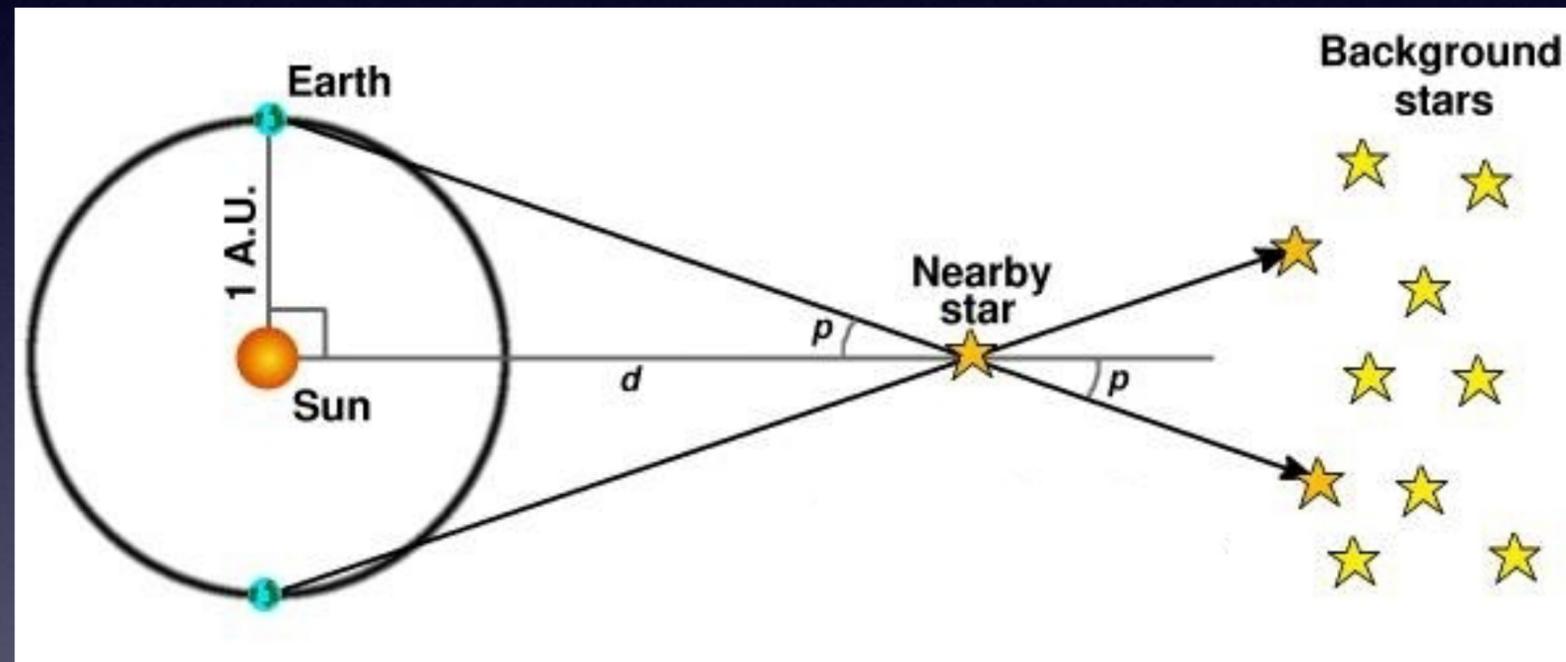
- Definizione di parsec =parallasse secondo
- $1\text{pc}=3\times 10^{18}\text{ cm}=3.26\text{ anni luce}$
- $1\text{kpc}=10^3\text{ pc}$ ;  $1\text{Mpc}=10^6\text{ pc}$
- $1\text{Gpc}=10^9\text{ pc}$
- Definizione del parsec: l'angolo sotteso da una unità astronomica (U.A. è la distanza Terra-Sole)

# La scale delle distanze

- La parallasse diminuisce al crescere della distanza
- La parallasse è il cambiamento apparente di posizione di una stella vicina relativamente alle stelle di fondo e dovuto al moto della Terra attorno al Sole
- Può essere applicata fino a 100 pc (Hipparcos e Gaia). Diminuisce all'aumentare della distanza
- La distanza alla quale 1U.A. sottende 1" si chiama parsec

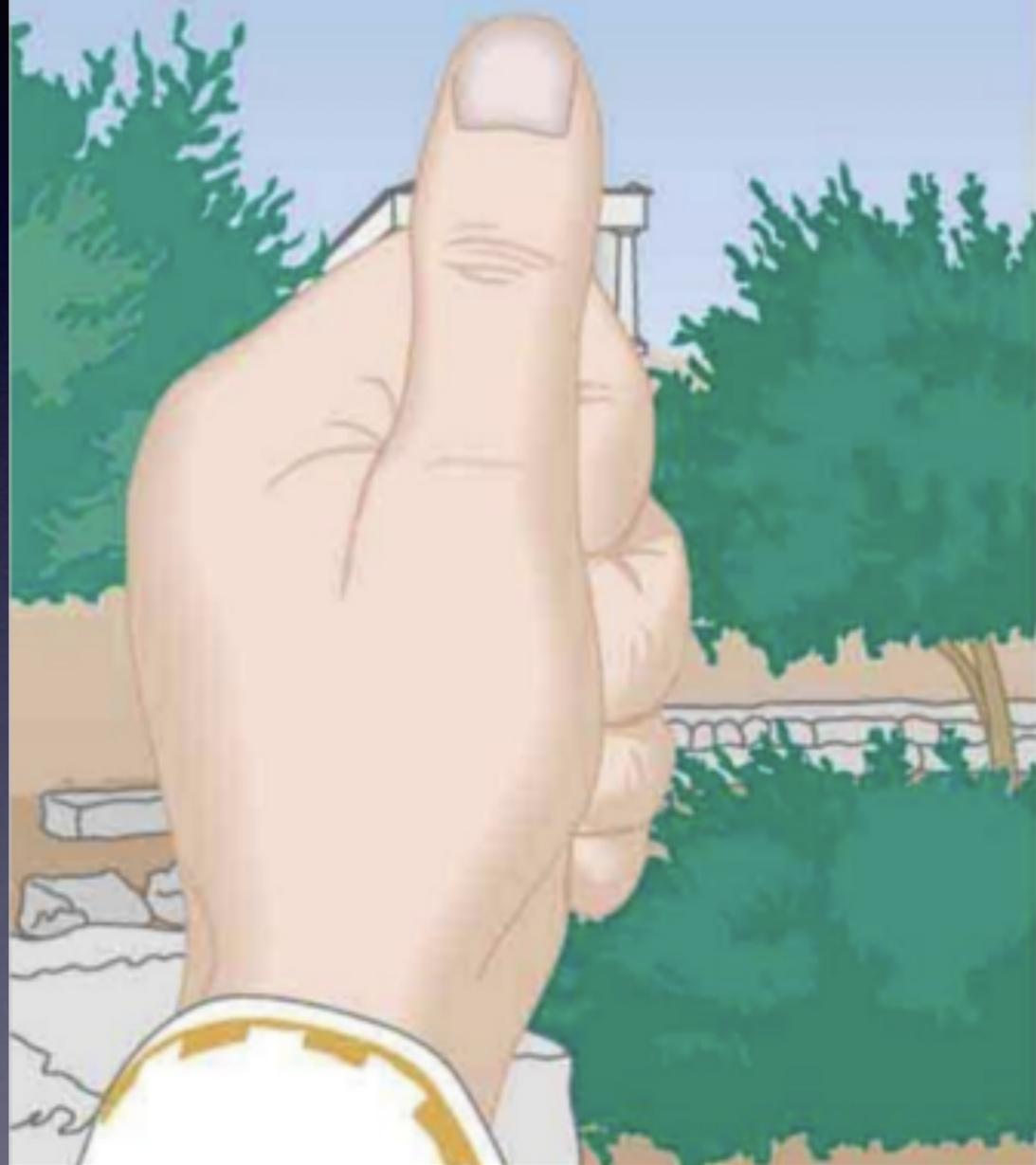
# Parallasse trigonometrica

- Durante 6 mesi si osserva lo spostamento apparente di una stella, dovuto al moto della Terra attorno al Sole, relativamente a stelle lontane (background stars)



- $P$  e' l'angolo sotteso da 1 U.A. ed e' la PARALLASSE
- La distanza è data da  $\tan(P)=1/d$  ovvero  $d=1/\tan(P)$

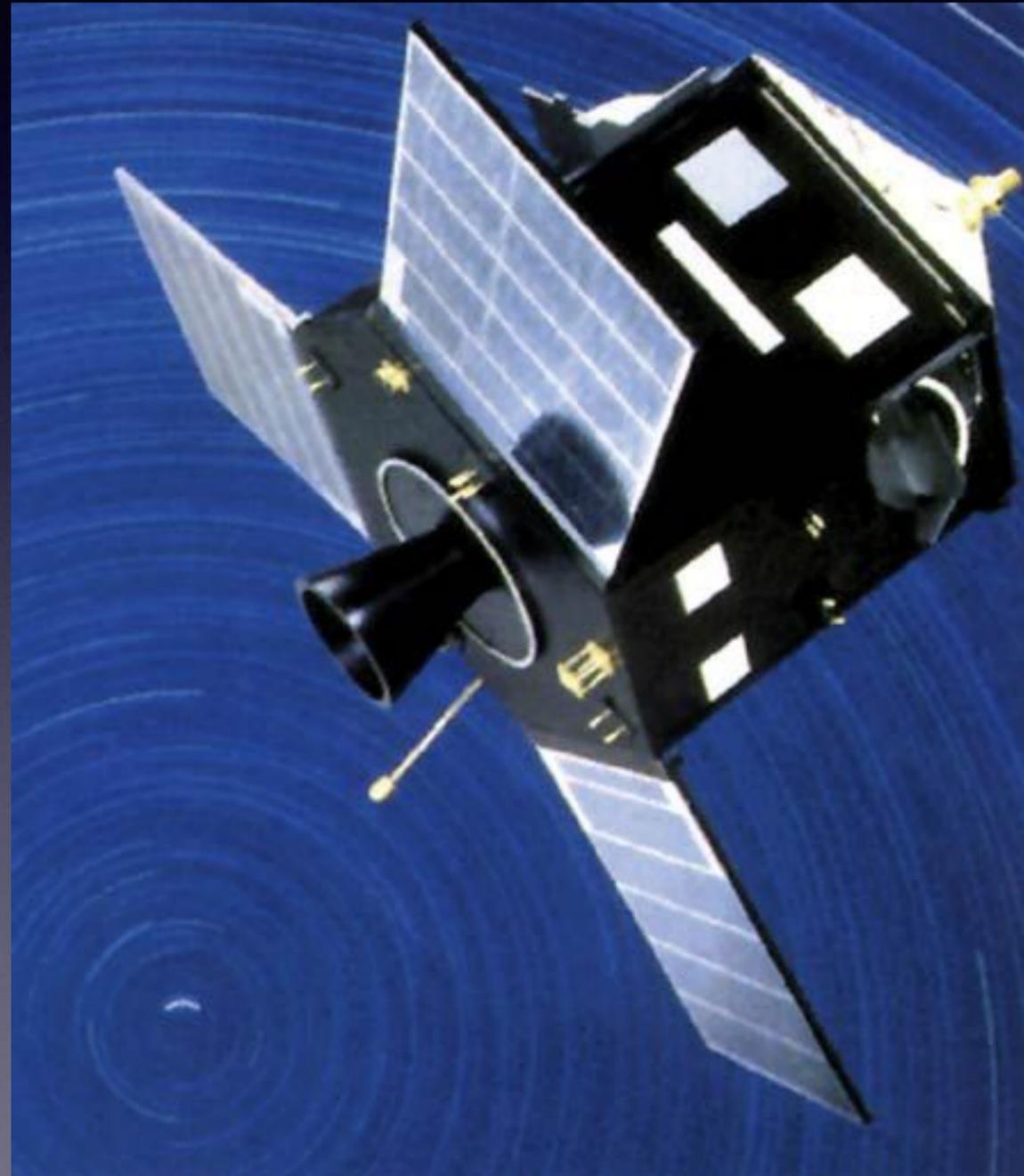
Ciò che vede l'occhio sinistro



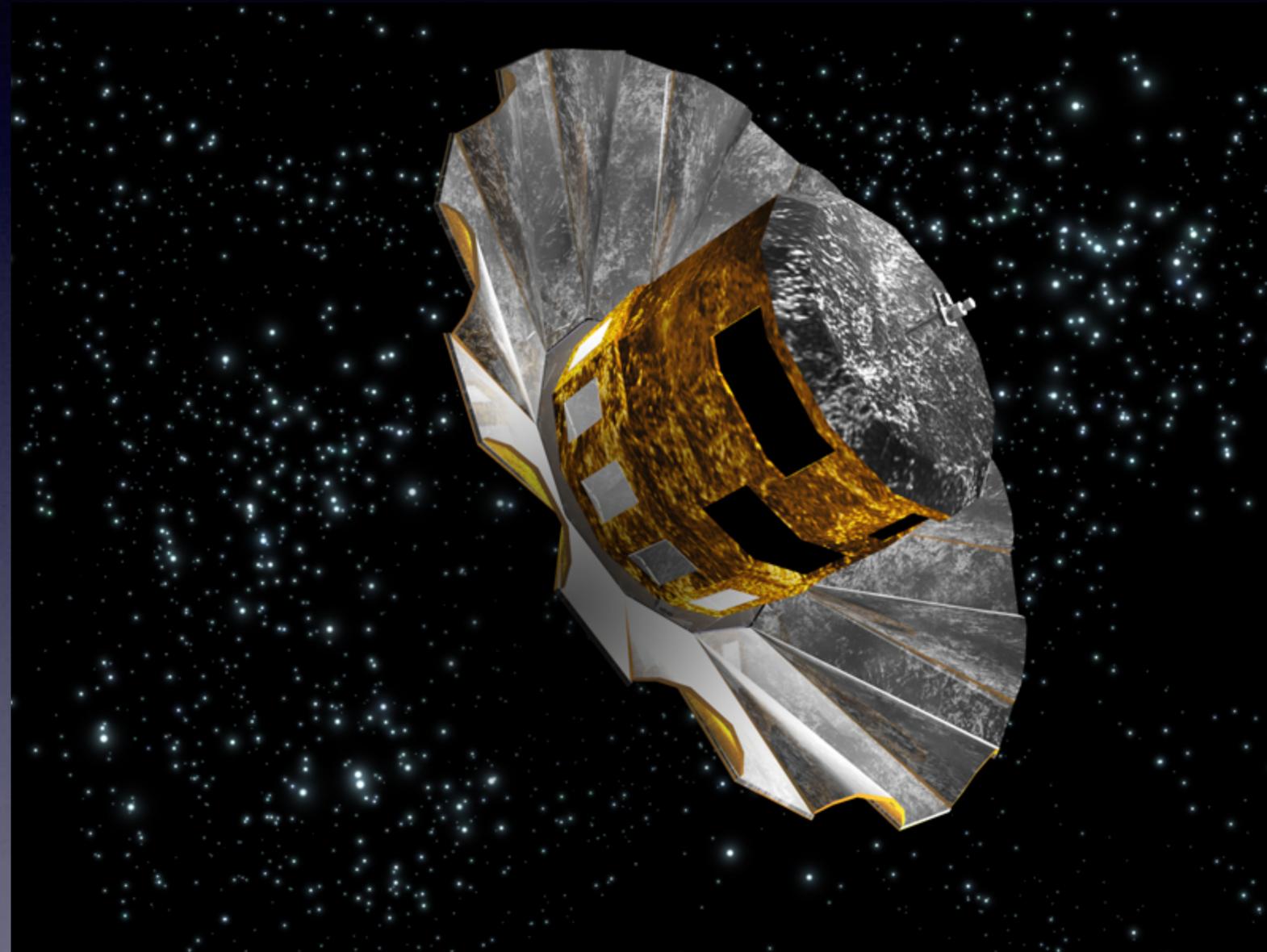
Ciò che vede l'occhio destro



Hipparcos 1989 (parallassi di 120.000 stelle)



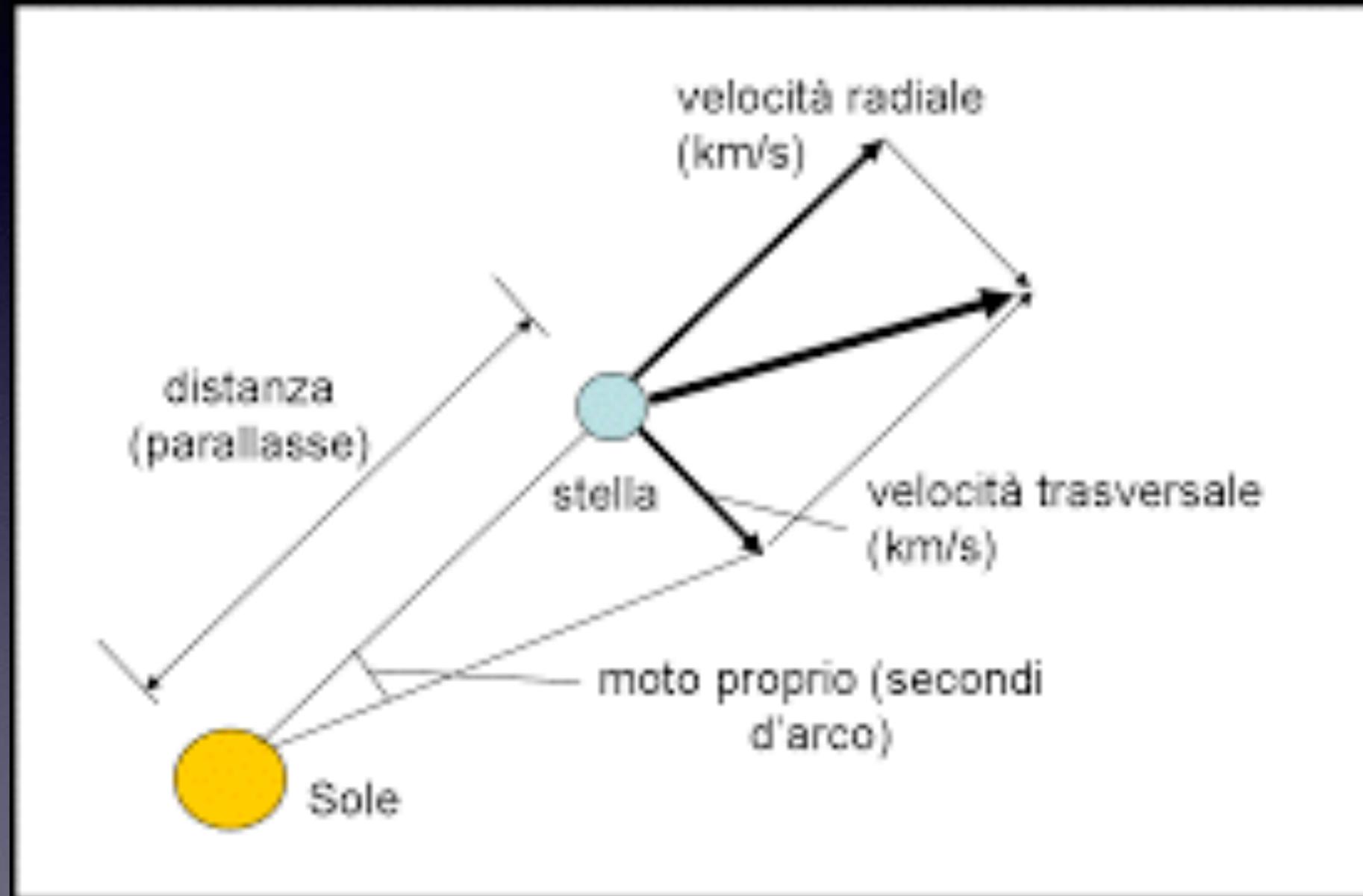
Satellite Gaia (lanciato nel 2013) misurerà 99% di 1  
miliardo di stelle



# Moti propri stellari: parallassi statistiche

- Le coordinate stellari cambiano non solo per il moto dell'asse terrestre ma anche per i moti intrinseci delle stelle
- Definiamo  $v$  velocità della stella,  $v_r$  velocità radiale e  $v_t$  velocità tangenziale
- Solo  $v_t$ , il moto perpendicolare alla linea di vista dà cambiamento di coordinate. La velocità radiale  $v_r$  si misura dall'effetto Doppler
- $v_t$  è il moto proprio, se  $r$  è la distanza della stella
$$v_t = \mu r$$
- Questo presuppone che si conosca  $v_t$ . Altrimenti si ipotizza che la stella abbia la stessa  $v$  del Sole e si calcola la distanza media di un gruppo di stelle. Funziona fino a 500pc

Il moto proprio e' il moto apparente di una stella causato dal moto vero di una stella rispetto al centro di massa del sistema solare



# Effetto Doppler e velocità radiali

- La lunghezza d'onda della radiazione cambia a seconda del moto della sorgente emettente
- $\lambda$  cresce se la sorgente si allontana e diminuisce se la sorgente si avvicina
- si osserva dunque uno spostamento  $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$
- dove  $\lambda_0$  è la lunghezza d'onda di laboratorio

$$\Delta\lambda/\lambda = v_r/c$$

- valida per  $v \ll c$ . Dalla misura di  $z = \Delta\lambda/\lambda$  si ricava la velocità radiale.  $z$  è il redshift o il blueshift

# Redshift dovuto all'espansione dell'universo

- Il redshift  $z = \Delta\lambda/\lambda = v_r/c$
- dove  $z$  e' legato alla distanza da  $d = (c/H_0)z$
- avendo usato la legge di Hubble  $v = H_0 d$
- vale per valori di  $z$  tra 0.01 e 0.1, per redshift maggiori e quindi distanze maggiori occorre usare la formula cosmologica derivata dalla equazioni di Friedmann:

$$d = c/H_0 [z + 0.5(1 - q_0)z^2]$$

- Dove  $H_0$  e' la costante di Hubble e  $q_0$  il parametro di decelerazione

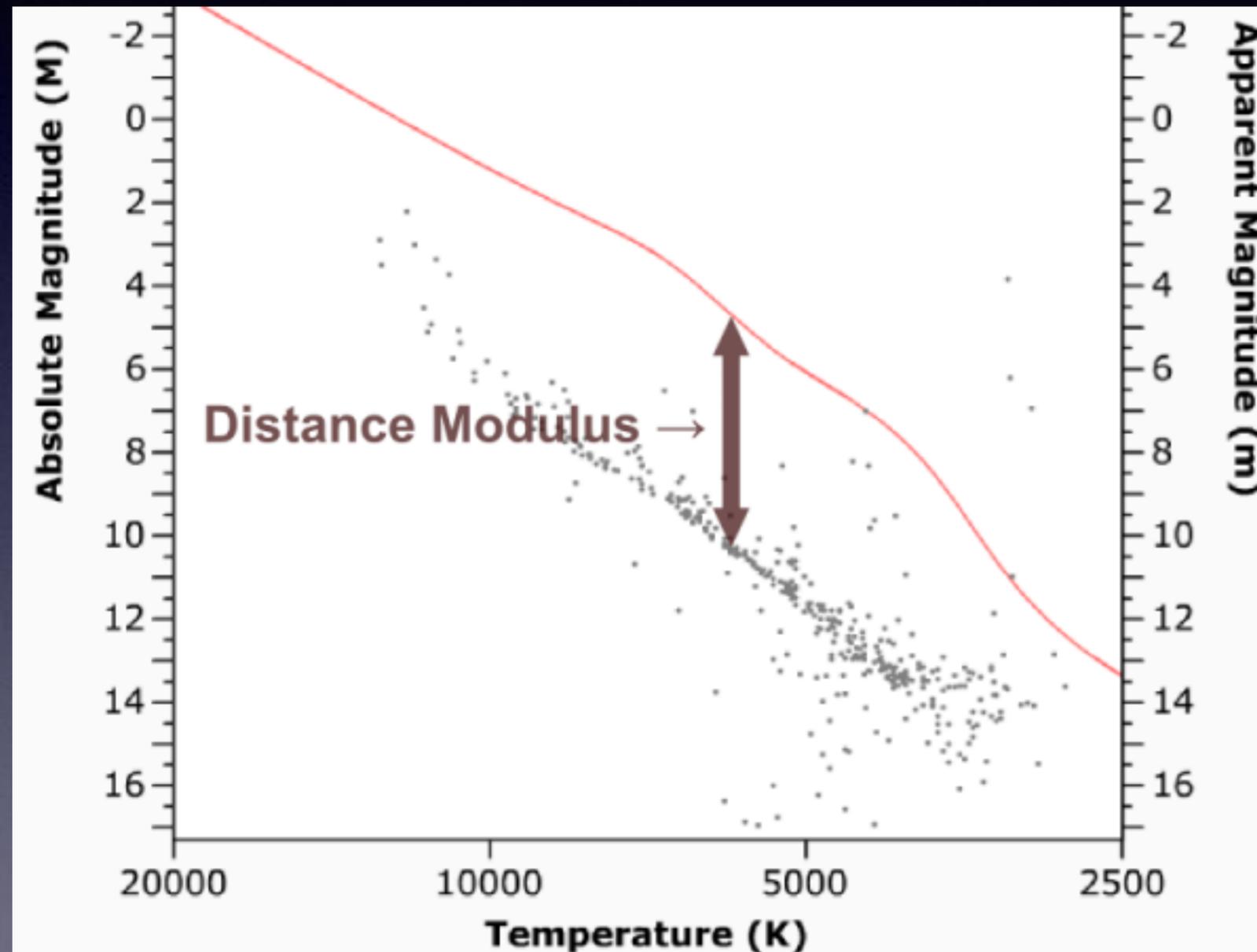
# Distanze col metodo del diagramma di Hertzsprung-Russel

- Esiste una relazione precisa tra la luminosità di una stella e la sua temperatura superficiale o effettiva, ovvero tra la magnitudine assoluta ed il colore della stella
- Durante la fase di bruciamento dell'H al centro le stelle si trovano nella fase di Sequenza Principale (Main Sequence)
- La temperatura effettiva si misura dagli spettri stellari

# Metodo della Sequenza Principale

- Quindi, una volta nota la temperatura o il colore si può dedurre la luminosità della stella dal diagramma H-R
- La distanza poi altro non è che il rapporto tra la sua luminosità apparente e la sua luminosità intrinseca
- Per esempio, se si ha il diagramma H-R di un ammasso stellare dove in ordinata si ha la magnitudine apparente, la distanza dell'ammasso può essere dedotta confrontando la luminosità della sua Sequenza Principale con la luminosità delle stelle vicine
- Questo è il metodo delle parallassi fotometriche e funziona fino a 30 kpc

# Metodo del fit della Sequenza Principale



# Candele standard

- Le candele standard sono oggetti di cui conosciamo relazioni fondamentali che legano alcune loro proprietà fisiche e di cui possiamo confrontare la luminosità apparente con quella intrinseca
- Candele standard sono: le regioni HII (diametro costante), le novae (luminosità al massimo costante), le supernovae Ia (luminosità al massimo costante, anche se con riserva...), le nebulose planetarie (funzione di luminosità), le Cefeidi (relazione P-L), le RR Lyrae (relazione P-L-Z), gli ammassi globulari (funzione di luminosità)

# Cosa sono le Cefeidi

- Le stelle Cefeidi sono stelle variabili la cui luminosità assoluta è correlata al periodo della variazione, scoperte da Henrietta Swan Leavitt

$$M_V = -2.87 \log P - 1.40$$

- Questa correlazione consente di ottenere la distanza confrontando la luminosità apparente misurata con quella vera attesa dalla correlazione

$$M_V = m - 5 \log d + 5$$

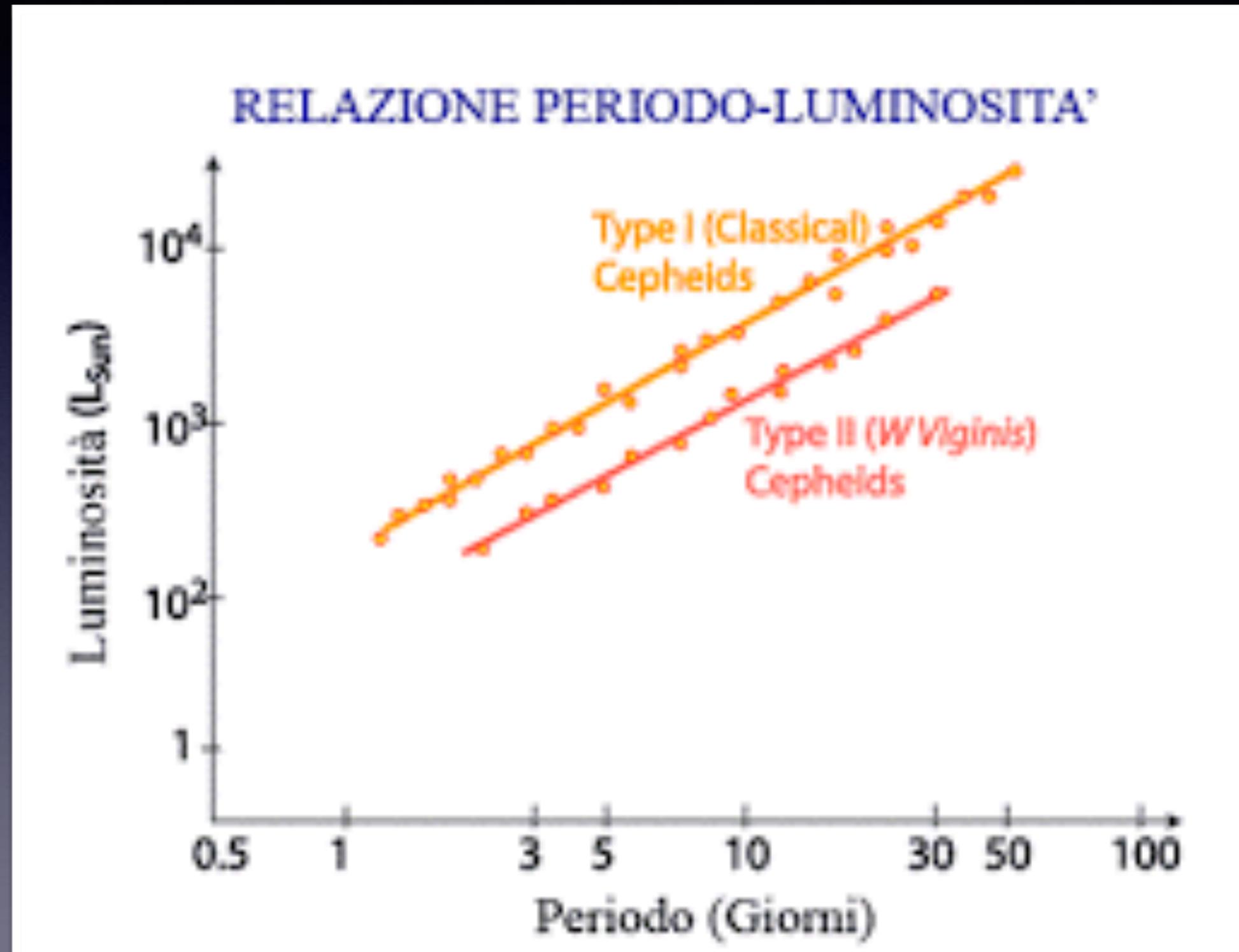
- Per questo motivo esse sono dette “candele standard”



# Metodo delle Cefeidi

- Il metodo delle Cefeidi lo si può applicare fino a distanze  $< 4\text{Mpc}$
- Una volta nota la relazione P-L calibrata su stelle galattiche di distanza nota si applica tale relazione a Cefeidi lontane così da ottenere la loro luminosità intrinseca dal periodo P
- Una volta nota la luminosità intrinseca si ottiene la distanza dalla magnitudine apparente

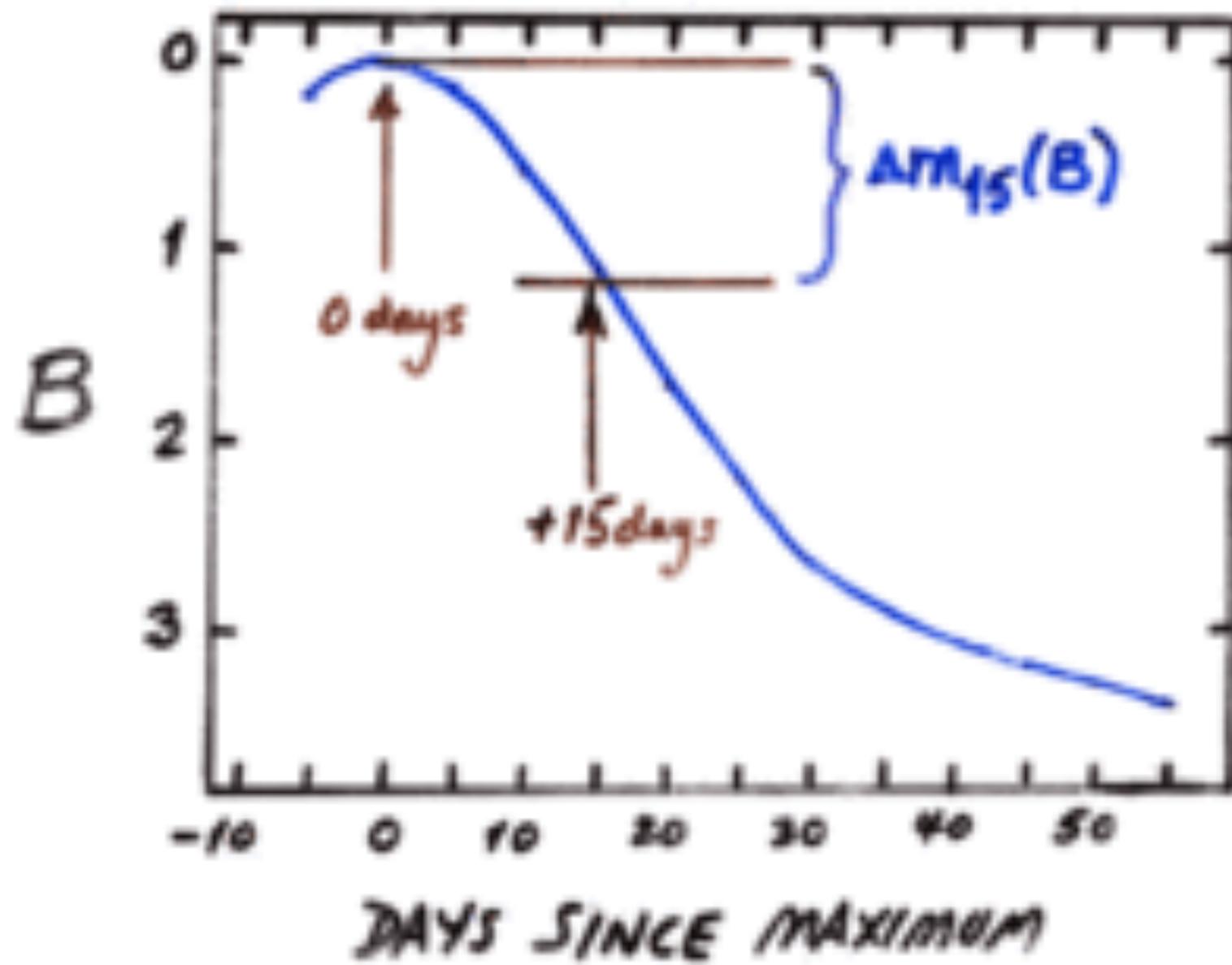
# Relazione Periodo-Luminosità delle Cefeidi



# Le supernovae Ia

- Le supernovae Ia sono oggetti che hanno sempre la stessa luminosità al massimo
- Tuttavia negli ultimi anni si sono trovati oggetti con luminosità maggiori o minori e ciò ha messo in dubbio l'utilizzo di questi oggetti come candele standard
- Phillips però ha trovato una relazione tra la luminosità al massimo e quella dopo 15 giorni
- Questa relazione consente di utilizzare lo stesso le SNe Ia come candele standard
- Le SNe Ia hanno consentito di derivare la legge di Hubble fino a grandi distanze

# Candele standard: relazione di Phillips



# Relazioni Fisher-Tully e Faber-Jackson

- Esistono relazioni che collegano la luminosità delle spirali alla velocità di rotazione delle stelle nei loro dischi (Fisher-Tully) e la luminosità delle ellittiche alla dispersione di velocità delle loro stelle (Faber-Jackson)
- Queste relazioni possono venire usate come candele standard per derivare le distanze di oggetti a distanze  $> 10\text{Mpc}$

# La legge di Hubble

- La legge di Hubble:

$$v = H_0 d$$

- puo' essere usata per derivare le distanze una volta nota  $H_0$  (circa 70km/sec/Mpc)
- Definisco il redshift come:

$$z = \frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_e} = \Delta\lambda/\lambda_e = v/c$$

- La distanza è dunque (ma solo per  $z$  tra 0.1 e 0.01):

$$d = cz/H_0$$

- $t_0 = 1/H_0$  e' l'eta' dell'Universo

# Come si misura $H_0$

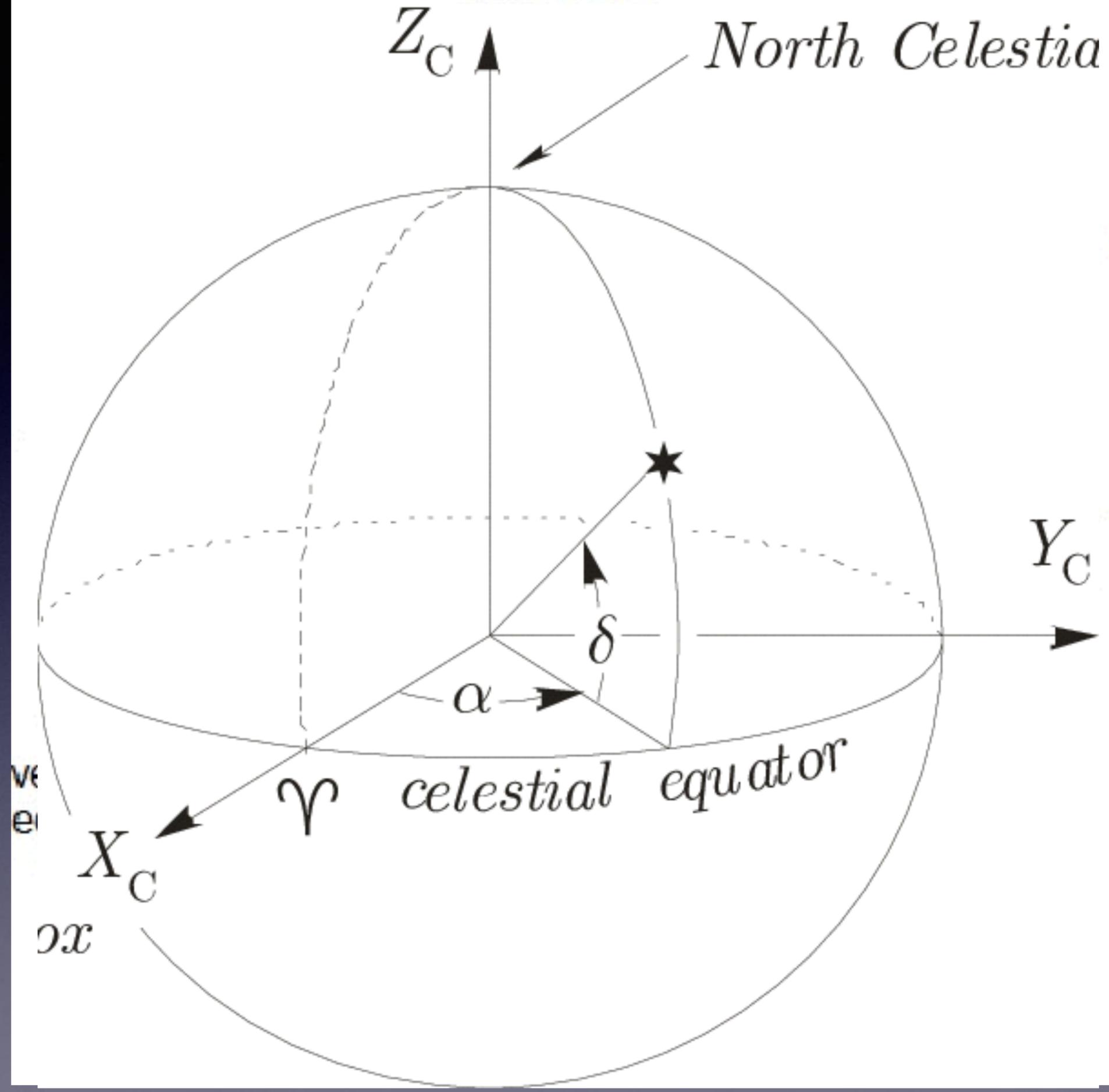
- Per misurare  $H_0$  si deve misurare la luminosità assoluta e derivare la distanza:

$$d = (L/4\pi l)^{1/2}$$

- Dove  $l$  e' la luminosità apparente e  $L$  e' quella assoluta, ovvero la luminosità apparente alla distanza di 10 pc
- Con distanza e velocità di recessione si ha  $H_0$

# Le coordinate celesti

- Occorre stabilire un sistema di riferimento per misurare le posizioni delle stelle
- Le posizioni degli oggetti celesti ci appaiono su una superficie quindi due coordinate sferiche sono sufficienti
- Coordinate Equatoriali—Ascensione retta (alfa) detta anche longitudine celeste e Declinazione (delta) detta anche latitudine celeste



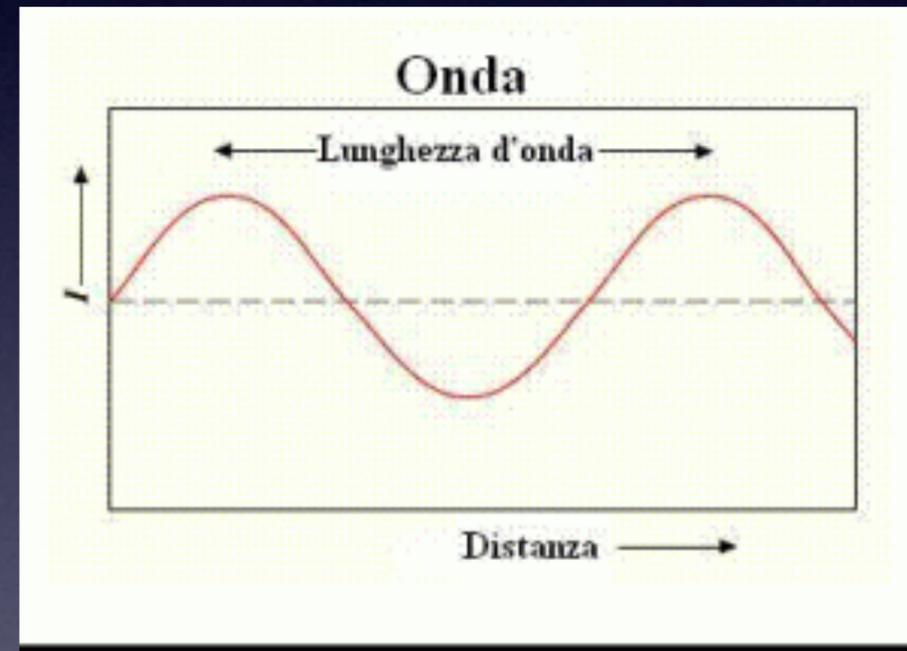
# Coordinate equatoriali

- Alfa e' misurata in ore, minuti e secondi (tempo siderale), 24 ore sono 360 gradi
- Delta e' misurata in gradi

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

# Che cosa e' la luce?

- La luce bianca che passa attraverso un prisma da' luogo all'arcobaleno



- Colori diversi corrispondono ad onde elettromagnetiche di diversa lunghezza d'onda  $\lambda$ . La frequenza e' l'inverso di  $\lambda$

# La luce

- Relazione tra lunghezza d'onda e frequenza:

$$\lambda \cdot \nu = c$$

- I colori sono
- Red—6500 A
- Orange—6000 A
- Yellow—5500 A
- Green—5000 A
- Blue—4500 A
- Violet—4000 A

# La luce

- L'occhio umano e' sensibile a lunghezze d'onda tra 4000 e 7000 Angstrom
- Questo intervallo di lunghezze d'onda si riferisce alla luce visibile
- Sotto a 4000 A si ha luce ultravioletta e sopra a 7000 A si ha luce infrarossa
- La luce visibile e' solo una piccola frazione del totale

# La luce

- Lo spettro elettromagnetico
- Raggi gamma:  $\lambda \leq 0.1 \text{ \AA}$
- Raggi X :  $\lambda = 0.1-100 \text{ \AA}$
- Ultravioletto. :  $\lambda = 100-4000 \text{ \AA}$
- Visibile :  $\lambda = 4000-7000 \text{ \AA}$
- Infrarosso :  $\lambda = 7000 \text{ \AA}-1 \text{ mm}$
- Radio :  $\lambda = 1 \text{ mm}-10 \text{ km e piu'}$

# La luminosita' delle stelle

- La quantita' di energia emessa da tutta la superficie di una stella per unita' di tempo e di frequenza è:

$$L_\nu = 4\pi R^2 F_\nu (\text{ergsec}^{-1} \text{Hz}^{-1})$$

- Si chiama luminosita' specifica o monocromatica ed R e' il raggio della stella

# La luminosita' delle stelle

- Se la luce non subisse perdite nel suo tragitto, il flusso per unita' di area sarebbe:

$$f_\nu = L_\nu / 4\pi r^2 (\text{ergsec}^{-1} \text{Hz}^{-1} \text{cm}^{-2})$$

- Dove  $r$  e' la distanza della stella
- Un rivelatore proporzionale darebbe una risposta  $l_\nu$  proporzionale a  $f_\nu$

# Luminosità' di una stella

- In realta' ci sono perdite di energia dovute a :
- i) assorbimento interstellare (polveri e gas), fattore di attenuazione  $a_\nu \leq 1$
- ii) assorbimento atmosferico. Legge della cosecante

$$a_\nu = A_\nu^{-\sec Z}$$

- iii) Perdite dovute all'ottica dello strumento rivelatore, fattore  $Q_\nu$
- iv) Sensibilita' del rivelatore  $S_\nu$  . Nessun rivelatore risponde in egual misura a radiazioni di tutte le lunghezze d'onda. Gli strumenti che si avvicinano a questo limite sono i BOLOMETRI

# Luminosità di una stella

- La risposta strumentale è quindi:

$$\Sigma A_{\nu} \alpha_{\nu} Q_{\nu} S_{\nu} f_{\nu} \text{ (ergsec}^{-1} \text{Hz}^{-1}\text{)}$$

- Dove  $S_{\nu}$  è la superficie dello specchio principale del telescopio
- Se chiamiamo  $P_{\nu} = A_{\nu} Q_{\nu} S_{\nu}$  fattore strumentale. La risposta strumentale è  $l_{\nu} = \alpha_{\nu} P_{\nu} f_{\nu}$
- Ovvero il flusso efficace per unità di area e di frequenza

# Luminosità' e magnitudine apparente

- Nelle osservazioni fotometriche ordinarie la risposta del rivelatore viene integrata su un intervallo di frequenze
- Tale integrale e' la luminosita' apparente della stella:

$$l = \int_0^{\infty} \alpha_{\nu} P_{\nu} f_{\nu} d\nu$$

- Si definisce magnitudine apparente (formula di Pogson):
- $m = -2.5 \log l + C'$ ,  $C'$  e' la costante di zero

# Luminosità' assoluta di una stella

- Supponiamo che l'assorbimento interstellare sia uguale a 1, la luminosità' apparente sarà

$$l = \int_0^{\infty} P_{\nu} f_{\nu} d\nu = 1/4\pi r^2 \int_0^{\infty} P_{\nu} L_{\nu} d\nu$$

- La luminosità' assoluta efficace corrispondente ad un dato sistema fotometrico è:

$$L = \int_0^{\infty} P_{\nu} L_{\nu} d\nu = 4\pi R^2 \int_0^{\infty} P_{\nu} F_{\nu} d\nu$$

# Magnitudini

- Definiamo  $M$  come magnitudine assoluta:

$$M = -2.5 \log L + C$$

- Poiche'

$$l = L / 4\pi r^2$$

- e' la luminosità apparente, allora

$$M = m + 5 - 5 \log r$$

- Dove  $m$  e' la magnitudine apparente.  $C$  e' tale che  $M=m$  quando  $r=10\text{pc}$ .

# Magnitudini bolometriche e monocromatiche

- La magnitudine bolometrica e' associata alla luminosità assoluta della stella indipendentemente dai fattori strumentali
- Poi ci sono le luminosità relative a particolari lunghezze d'onda come il visuale, il blu, l'ultravioletto
- Per passare dal bolometrico al monocromatico si applica la correzione bolometrica BC
- La presenza del fattore strumentale fa si' che la magnitudine di una stella dipenda dal modo in cui viene osservata. Esistono dunque diversi sistemi di magnitudini con diverse funzioni  $P_\nu$

# Sistemi fotometrici

- Il sistema fotometrico U B V di Morgan & Johnson è il più usato. I filtri sono centrati a

$$\lambda_U = 3650 \text{ \AA}$$

$$\lambda_B = 4400 \text{ \AA}$$

$$\lambda_V = 5480 \text{ \AA}$$

- Il colore di una stella è la differenza tra due magnitudini apparenti (B-V), (U-B)
- La relazione tra la Magnitudine e il Colore (Luminosità-Temperatura) è il diagramma di Hertzsprung-Russel

# Magnitudini del Sole

- Le magnitudini assolute U, B, V nel Sole sono:
- $M_V = +4.79$ ;  $M_B = +5.41$ ;  $M_U = +5.51$
- Le stelle piu' brillanti hanno magnitudini  $M_V$  tra -9 e -10
- Le supernovae hanno  $M_V = -18$
- Le stelle meno brillanti hanno  $M_V = +19$

# Magnitudine bolometrica

- Le magnitudini ordinarie sono associate alla luminosità efficace, la magnitudine bolometrica è associata alla luminosità assoluta della stella

$$L_b = 4\pi r^2 \int_0^{\infty} f_\nu d\nu$$

- La differenza  $m_b - m_V = M_b - M_V = BC$  si chiama correzione bolometrica. Occorre conoscere delle relazioni tra il colore e BC per ricavare BC
- $M_b$  ed  $m_b$  sono la magnitudine bolometrica assoluta e apparente. BC per il Sole è  $+0.07$ , quindi  $M_{b\text{sun}} = +4,72$

# Magnitudine bolometrica

- Si definisce allora la magnitudine bolometrica:
- $M_b = -2.5 \log_{10} L_b + 4.72$
- La costante solare, ovvero il flusso di energia per  $\text{cm}^2$  ad una distanza pari al raggio medio dell'orbita terrestre e':
- $CS = 1.388 \times 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ sec}^{-1}$
- La luminosita' bolometric del sole e':
- $L_{\text{bsun}} = 3.9 \times 10^{33} \text{ erg sec}^{-1}$

# Scala delle temperature

- La temperatura effettiva di una stella e' la temperatura corrispondente ad un corpo nero che abbia lo stesso flusso integrato della stella. La luminosità di una stella è data dal prodotto della sua area per la radiazione emessa per unità di area:

- $$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4$$

- Dove il flusso integrato su tutte le lunghezze d'onda (legge di Stefan-Boltzmann) e' dato da:

$$F = \sigma T_e^4$$

# Scala delle temperature

- Esiste una relazione tra temperatura effettiva e colore. Il colore e' un indice termometrico

$$M_b = -2.5 \log L + C = -5.0 \log R - 10 \log T_e + C$$

$$m_b = -5.0 \log(R/r) - 10 \log T_e + C$$

$$\log T_e = -0.5 \log \beta - 0.1(m_V + BC) + C$$

$$BC = -2.5 \log \frac{\int f_\nu d\nu}{\int P_\nu f_\nu d\nu}$$

- Per determinare la scala delle temperature occorre misurare  $\beta = R/r$  e BC per un certo numero di stelle. A questo punto si ottiene una relazione tra temperatura e colore, questa e' la scala delle temperature

# I telescopi

- Lo scopo principale per un telescopio è di raccogliere piu' luce possibile
- L'occhio umano aperto ha un diametro D di circa 4mm
- A= area=  $\pi R^2 = \pi D^2 / 4$
- Il rapporto tra aree è  $A_2/A_1 = (D_2/D_1)^2$
- Se  $D_2$  è 4 metri e  $D_1$  è 4mm il rapporto tra l'area di un occhio e quella di un telescopio e' un milione!
- Piu' grande è lo specchio e piu' luce viene raccolta!

# Risoluzione angolare

- Un punto luminoso, quando lo si osserva attraverso una lente o un telescopio appare allargato
- I telescopi hanno un grande potere risolutivo rispetto all'occhio
- La risoluzione è la dimensione di un' immagine in secondi d'arco
- Cerchio completo= 360 gradi di arco, 1 grado=60 minuti d'arco (60'), 1 secondo= 60 secondi d'arco(60")

# Risoluzione angolare

- La risoluzione in secondi d'arco e' data da:

$$R = (2 \cdot 10^{-3}) \lambda(\text{\AA}) / D(\text{cm})$$

- Dove D è il diametro del telescopio

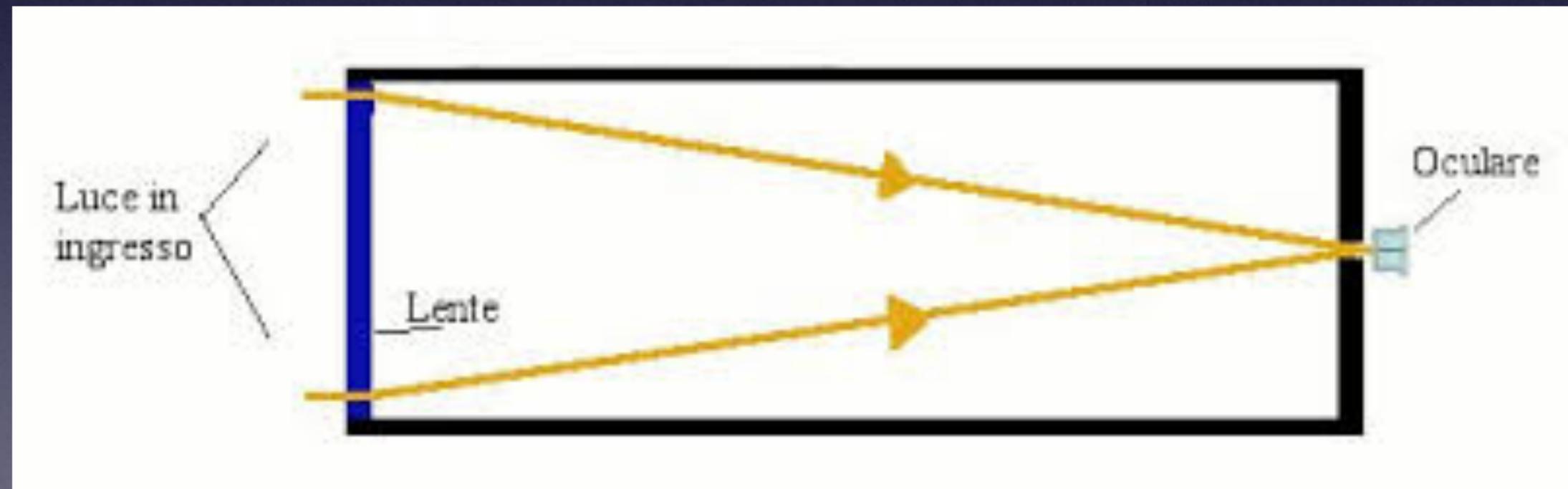
# Turbolenza atmosferica (seeing)

- La turbolenza atmosferica trasforma oggetti puntiformi in dischi piu' larghi di 0,6"
- Due punti luminosi piu' vicini di un disco di seeing non possono venire risolti



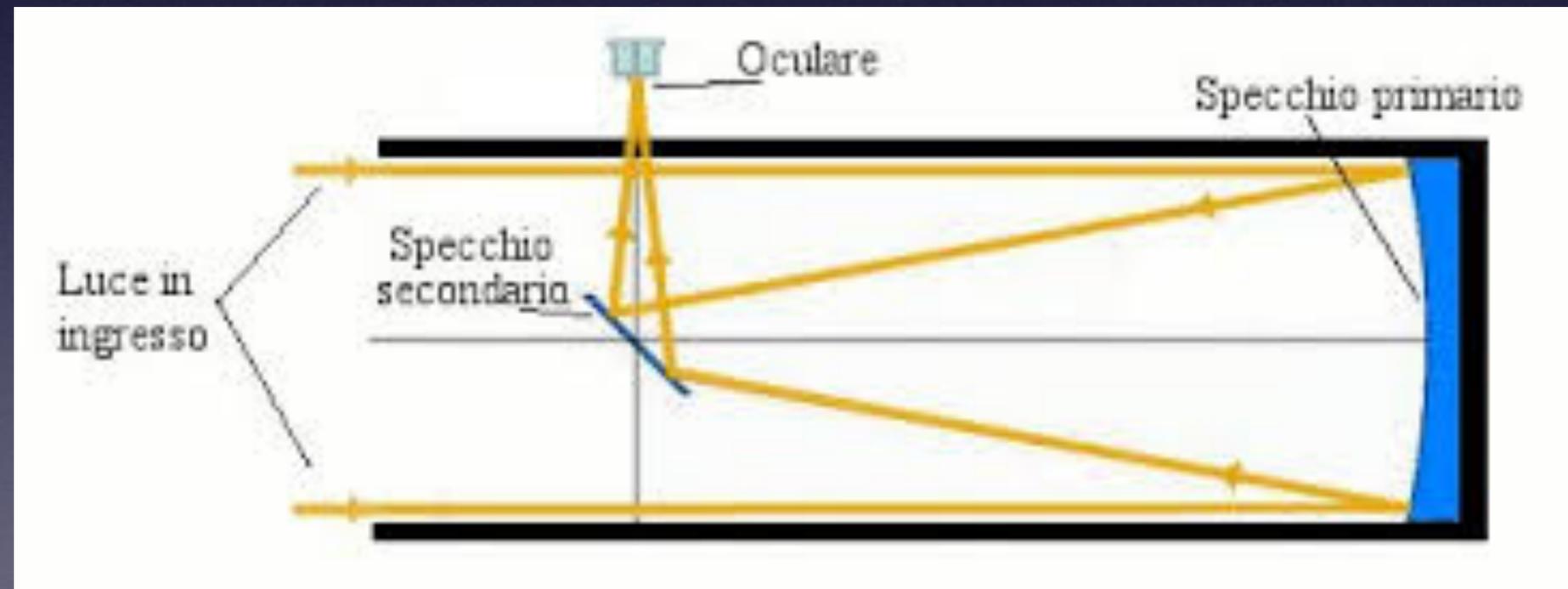
# Telescopi rifrattori (Olanda 1600)

- Nel telescopio rifrattore la luce viene rifratta da una lente e convogliata in un fuoco
- Sono semplici da costruire ma soffrono delle aberrazioni tipiche delle lenti



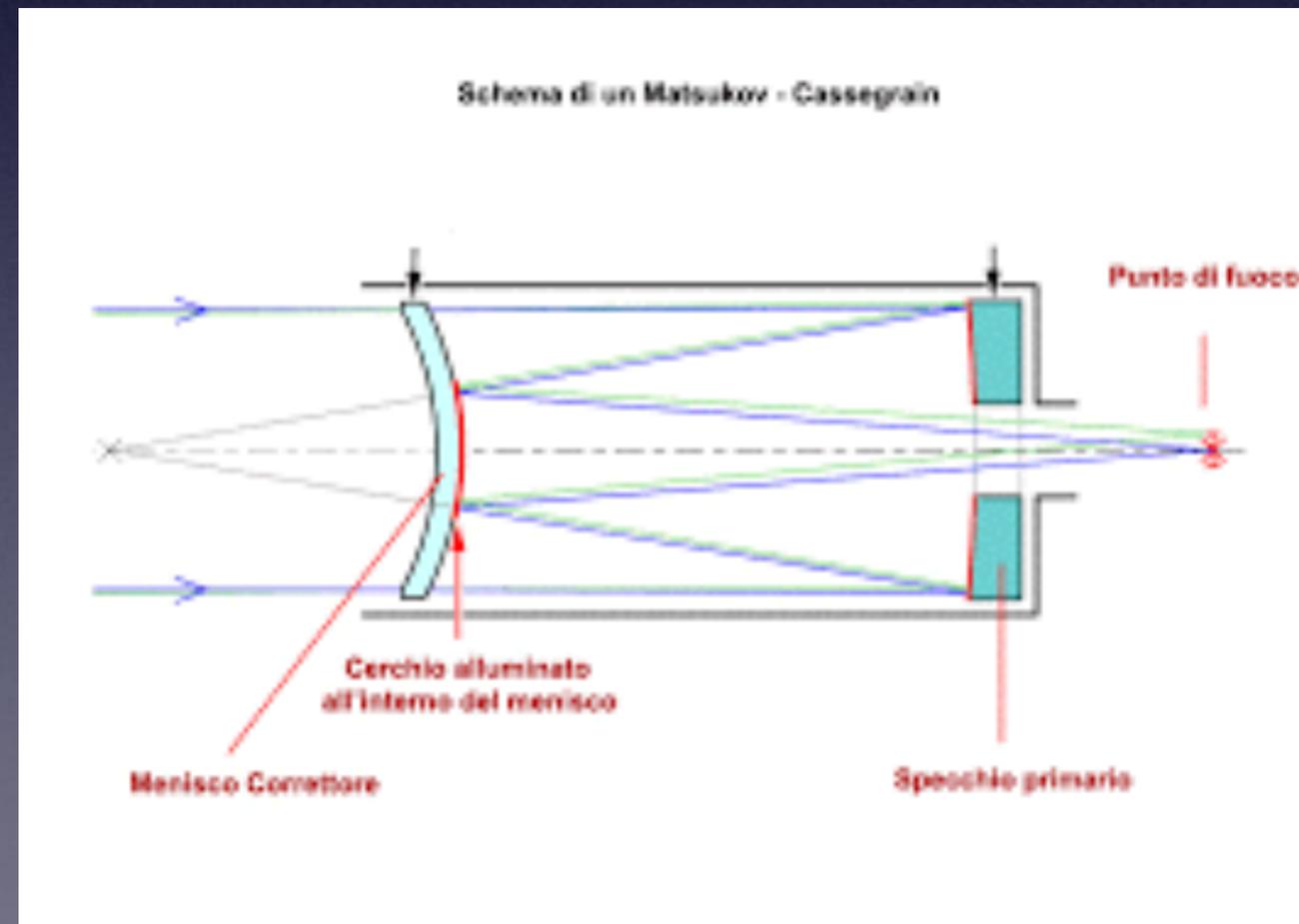
# Telescopi riflettori (Newton 1680)

- I telescopi riflettori usano uno specchio parabolico. Se si usasse uno specchio sferico si avrebbe l'aberrazione di sfericita' (raggi distanti sono focalizzati a distanza diversa da quelli vicini)



# Montatura Cassegrain

- In questa montatura lo specchio principale ha un foro nel centro. Lo specchio secondario e' convesso. L'immagine si forma nel fuoco del secondario



# Rivelatori (detectors)

- Tradizionalmente si usavano le lastre fotografiche, ora si usano i CCD (charge coupled devices)
- Essi sono semiconduttori “chip” di silicio. Tipicamente si hanno 800x800 pixels, ciascuno dei quali memorizza cariche elettriche in proporzione alla quantità di luce ricevuta
- Il principio di base è l'effetto fotoelettrico : un fotone incide sul semiconduttore e libera un elettrone. L'elettrone, è poi intrappolato in una buca di potenziale creata da elettrodi

# Radio telescopi

- Poiche' le onde radio hanno grande lunghezza d'onda, occorre avere un  $D$  molto grande per ottenere un'alta risoluzione
- Pero' radiotelescopi molto grandi sono costosi e poco pratici
- La soluzione e' la radiointerferometria: due telescopi a distanza  $D$  hanno la stessa risoluzione di un singolo specchio di diametro  $D$
- Si combinano i segnali dei due telescopi e si ottiene un disegno di interferenza e si ricostruisce l'immagine. Per una buona immagine occorrono molti telescopi

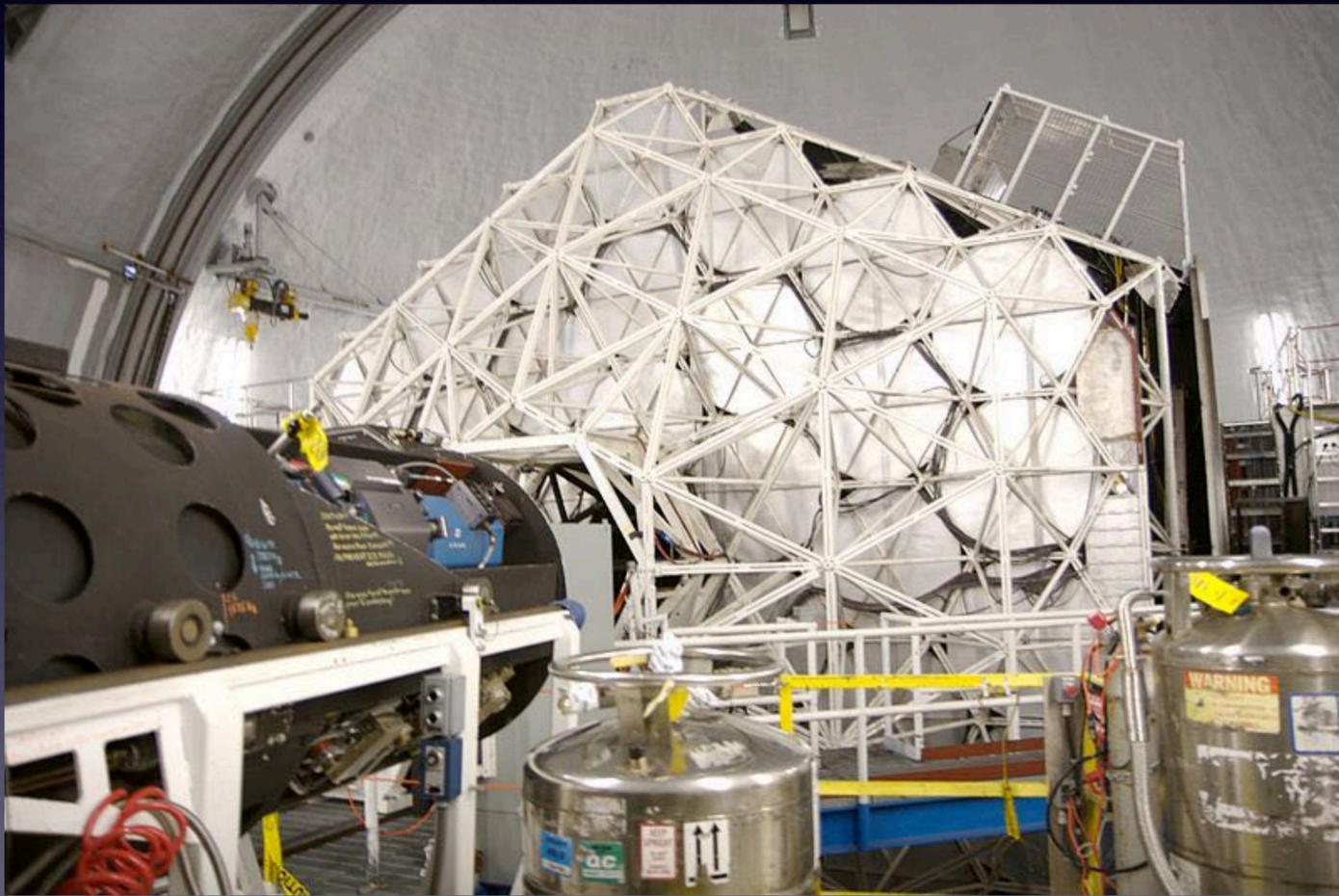
# Telescopi spaziali

- Vantaggi: non c'è l'assorbimento dell'atmosfera terrestre. Il cielo è più scuro
- I telescopi spaziali vedono UV, X-rays, infrarosso, Gamma-rays
- Ozono ( $O_3$ ) blocca le radiazioni UV (20-40 km) (HST, GALEX, JWST)
- Vapore acqueo ( $H_2O$ ) blocca IR (2-10 km) (ALMA, SCUBA, Herschel)
- Vari atomi e molecole bloccano raggi X e Gamma (INTEGRAL, AGILE, FERMI, XMM, ROSAT, CHANDRA BeppoSax)

# Telescopi di nuova tecnologia

- Specchio segmentato da 10 m di diametro fatto da 36 specchi esagonali (Keck Telescope Mauna Kea Hawaii)
- Specchi singoli molto sottili (fino a 8 m di diametro, LBT Arizona)
- 4 telescopi con specchi da 8 m di diametro (Very Large Telescope, E.S.O., Chile)
- Extremely Large Telescope (ELT, 2025), avra' specchio con 39 m di diametro (798 segmenti esagonali ognuno da 1.4 m di diametro e spessi 50 mm). Specchio secondario da 4.2 m di diametro

# Keck Telescopes in Mauna Kea (Hawaii)



# Le leggi di Keplero

- **La I legge di Keplero:** l'orbita descritta da un pianeta è un'ellisse di cui il Sole occupa uno dei due fuochi
- **La II legge di Keplero:** il raggio vettore che unisce il centro del Sole col centro del pianeta descrive aree uguali in tempi uguali (la velocità orbitale al perielio è maggiore di quella all'afelio)
- **La III legge di Keplero:** il quadrato del periodo di rivoluzione di un pianeta attorno al Sole è proporzionale al cubo della sua distanza media dal Sole. I pianeti più vicini hanno periodi di rivoluzione più brevi di quelli lontani

# Come si misurano le masse stellari

- Le masse delle stelle variano da 0.08 a 60-100 $M_{\text{sun}}$
- Le masse stellari si misurano nei sistemi binari
- I sistemi binari sono: binarie visuali, binarie spettroscopiche binarie ad eclisse
- Le binarie visuali sono stelle, entrambi visibili, che ruotano una intorno all'altra

# Binarie visuali

- In sistemi di binarie visuali dove si conoscano i parametri orbitali e la distanza e' possibile determinare la massa delle stelle
- Se si suppone che le orbite siano circolari siano  $r_1$  e  $r_2$  i raggi orbitali noti
- $M_1 r_1 = M_2 r_2$  per la definizione di centro di gravità

# Binarie visuali

- Imponendo l'equilibrio tra le forze gravitazionali e centrifughe si ha:

$$\frac{GM_1M_2}{(r_1 + r_2)^2} = M_1r_1\omega_1^2 = M_2r_2\omega_2^2 = M_1\omega^2r_1$$

- Assumendo che il centro di gravità muova a velocità costante ovvero che le due stelle siano in fase
- Per un'orbita circolare si ha:

$$\omega_1 = \omega_2 = \omega \qquad \omega = 2\pi/P$$

# Binarie visuali

- Sostituendo  $\omega$  a  $\Omega$  il valore precedente e attraverso manipolazioni algebriche si ottiene la terza legge di Keplero:

$$M_1 + M_2 = \frac{(r_1 + r_2)^3 4\pi^2}{GP^2}$$

- Che diventa:

$$P^2 = ka^3$$

- Da questa equazione e da:

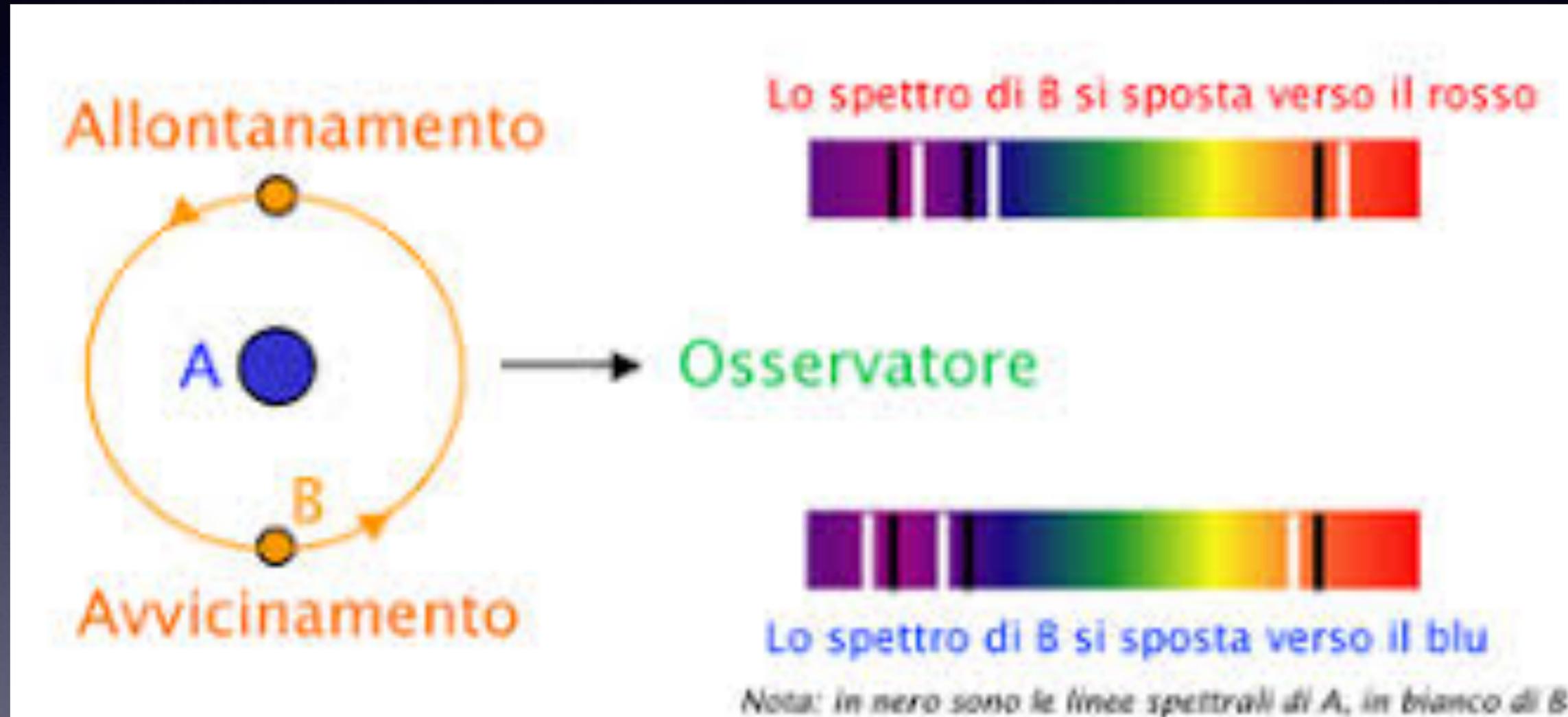
$$M_1 r_1 = M_2 r_2$$

- si derivano  $M_1$  e  $M_2$

# Binarie spettroscopiche

- Si dicono binarie spettroscopiche sistemi in cui riconosciamo le binarie dallo spostamento Doppler periodico dovuto all'avvicinarsi o allontanarsi di una delle due componenti. Misuriamo le velocità  $v_1$  e  $v_2$  dagli spettri. In realtà si misurano  $v_1 \sin i$  e  $v_2 \sin i$  dove  $i$  è l'angolo tra la linea di vista e la normale al piano orbitale:
- $v_1/v_2 = M_1/M_2$

# Binarie Spettroscopiche



# Masse da binarie spettroscopiche

- Nelle binarie spettroscopiche si può misurare la velocità radiale ma, poiché il piano dell'orbita del sistema è sempre inclinato relativamente alla linea di vista di un angolo  $i$ , si misura pertanto sempre  $v \sin i$ . La relazione precedente si scrive dunque:

$$(M_1 + M_2) \sin^3 i = \frac{(r_1 + r_2) \sin^3 i}{P^2} 4\pi^2 / G$$

# Binarie a eclisse

- Le binarie ad eclisse sono quelle dove le stelle si oscurano a vicenda periodicamente
- Per esse la linea di vista è quasi nel piano orbitale
- Come conseguenza dell'eclisse, si produce una variazione della luminosità del sistema binario
- Si misura  $P$ , il periodo di rotazione della secondaria attorno alla primaria, la durata dell'eclissi e il tempo tra due eclissi
- Cio' consente di misurare i raggi stellari

# Come si misurano i raggi stellari

- Misure dirette di interferometria (solo stelle vicine e di grande raggio)
- Dallo studio delle binarie a eclisse
- Dalla legge di Planck una volta noti luminosità assoluta e temperatura effettiva. Una volta noti raggio e massa stellari si ottiene la relazione L-M per stelle di Sequenza Principale

# Tempi scala - Eta' caratteristiche

- Universo: circa 14 miliardi di anni fa (tempo trascorso dal Big Bang)
- Galassie: >10 miliardi di anni fa (osservazioni)
- Sistema Solare: 4.6 miliardi di anni fa (datazione meteoritica)
- Vita monocellulare: >3-4 miliardi di anni fa (fossili piu' antichi)
- Era Cambriana: circa 600 milioni di anni fa (fossili di animali complessi)
- Dinosauri: circa 65-250 milioni di anni fa (fossili-rapida estinzione)
- Homo sapiens: 1 milione di anni fa (fossili)
- Se 15 miliardi di anni fossero 1 giorno, l'uomo sarebbe apparso meno di 6 secondi fa!

# Come nascono le stelle

- Le stelle nascono dalle nubi di idrogeno molecolare (temperatura  $T=10\text{K}$ )
- Il gas interstellare è sotto forma di nubi di H neutro (HI), molecolare  $\text{H}_2$  e ionizzato (HII)
- L'HII e' caldo ( $T=10^4\text{K}$ ) mentre il molecolare e il neutro sono freddi (HI è circa  $100\text{K}$ )
- Le osservazioni indicano che la formazione di stelle di piccola massa come il nostro Sole e piu' piccole sia un processo primario che implica la frammentazione di nubi molecolari in pezzi ed il susseguente collasso di questi pezzi in stelle

# Stellar Nursery



# Come nascono le stelle

- Le stelle di piccola massa si formano per frammentazione di nubi molecolari dove i frammenti collassano sotto la propria gravita'
- La formazione delle stelle massicce puo' essere un processo secondario che avviene come risultato di processi di accrescimento in ambienti densi

# La massa di Jeans

- La massa di Jeans e' la massa minima che una nube deve possedere per essere in grado di collassare sotto la propria gravita'

$$M_J = (2.5R_gT/\mu G)^{3/2} (4/3\pi\rho)^{-1/2}$$

# Massa di Jeans

- In assenza di elementi pesanti, detti metalli, la temperatura del gas e' piu' alta poiche' i processi di raffreddamento dipendono dagli elettroni dei metalli
- Quindi le prime stelle che si formano dal gas primordiale fatto solo di H e di He avranno massa maggiore di quelle che si formano da un gas ricco di metalli
- Queste stelle sono state chiamate stelle di popolazione III
- La massa di Jeans in assenza di metalli puo' essere anche  $> 100 M_{\text{sun}}$
- La massa di Jeans di nubi molecolari con i metalli corrispondenti alla composizione solare e' di  $8 M_{\text{sun}}$ . La massa totale delle nubi molecolari e'  $10^4$ - $10^5 M_{\text{sun}}$

# Frammentazione e collasso di stelle piccole

- Immaginiamo un globulo sferico di massa  $M$  la cui temperatura  $T$  rimane costante a  $10\text{K}$  fintanto che il gas che la forma è trasparente alla radiazione
- Come il globulo inizia a contrarsi il collasso procede più rapidamente nelle zone interne che in quelle esterne
- Quando il nucleo è sufficientemente opaco da non irradiare più calore tanto rapidamente quanto il calore viene generato dal collasso, il collasso del nucleo viene bloccato da una forte onda d'urto
- Nel nucleo adesso vale il teorema del Viriale ( $2E_{\text{cin}} + E_{\text{gr}} = 0$ ) e possiamo parlare di proto-stella
- La massa iniziale della proto-stella è  $10^{-3} M_{\text{sun}}$  ma poi accresce lentamente materia e raggiunge masse tipiche stellari in  $10^4$ - $10^6$  anni

# Il teorema del Viriale

- Il teorema del Viriale dice che in una stella in equilibrio, ovvero quando la sua pressione interna eguaglia la sua energia gravitazionale, metà dell'energia interna viene persa e l'altra metà scalda il gas

$$2E_{cin} + E_{grav} = 0$$

# Stellar Nursery



# Nebulosa di Orione: la nascita di nuove stelle



# Le stelle

- Nella prima fase del collasso gravitazionale la temperatura del gas che collassa è costante (fase isoterma) poiché la materia è trasparente alla radiazione
- Al crescere della densità la proto-stella diventa opaca alla radiazione e la sua temperatura interna cresce fino a che la pressione interna non controbilancia la gravità
- A questo punto vale il teorema del Viriale

# Masse e tempi di vita

- Le stelle massicce vivono molto meno delle stelle piccole
- Le stelle vivono trasformando elementi piu' leggeri in piu' pesanti attraverso le reazioni di fusione nucleare
- il motivo per cui le massicce vivono di meno è che hanno molto piu' combustibile nucleare ma lo consumano molto piu' in fretta

$$L \propto M^4$$

$$E_{nuc} \propto M$$

$$t_{MS} \propto M^{-3}$$

# Classi spettrali

- La maggior parte delle informazioni sulle stelle proviene dal loro spettro
- Le stelle vengono classificate sulla base delle righe che predominano nel loro spettro
- La variabile fisica che determina il tipo spettrale è la temperatura superficiale
- La sequenza spettrale è:
- O B A F G K M R N S (oh be a fine girl kiss me right now sweetheart)

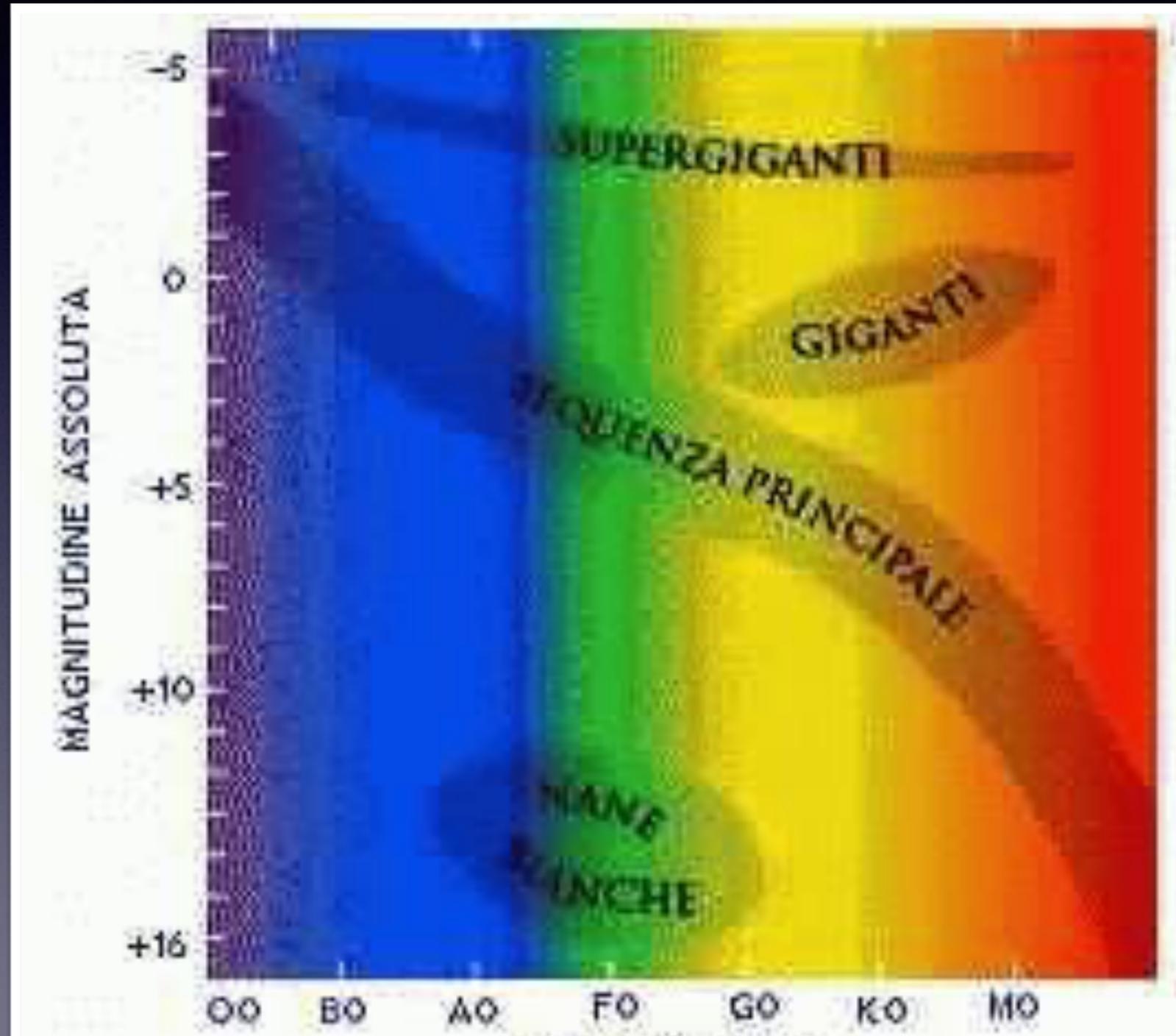
# Classi spettrali

- La sequenza spettrale è una sequenza di temperatura superficiale decrescente
- O B A primi tipi spettrali, F G tipi intermedi K M N R S ultimi tipi
- L'idrogeno è l'elemento più abbondante ma non è visibile nelle stelle molto calde perché ionizzato ed in quelle molto fredde perché le sue righe sono nell'ultravioletto

# Classi spettrali

| Classe spettrale | Temperatura di superficie<br>(gradi Kelvin) | Colore                                                                                | Esempi<br>di stelle |
|------------------|---------------------------------------------|---------------------------------------------------------------------------------------|---------------------|
| O                | 30.000                                      |    | 10 Lacerta<br>(O9)  |
| B                | 20.000                                      |    | Rigel<br>(B8)       |
| A                | 10.000                                      |   | Sirio<br>(A1)       |
| F                | 7000                                        |  | Canopo<br>(F0)      |
| G                | 6000                                        |  | Sole<br>(G2)        |
| K                | 4000                                        |  | Aldebaran<br>(K5)   |
| M                | 3000                                        |  | Betelgeuse<br>(M2)  |

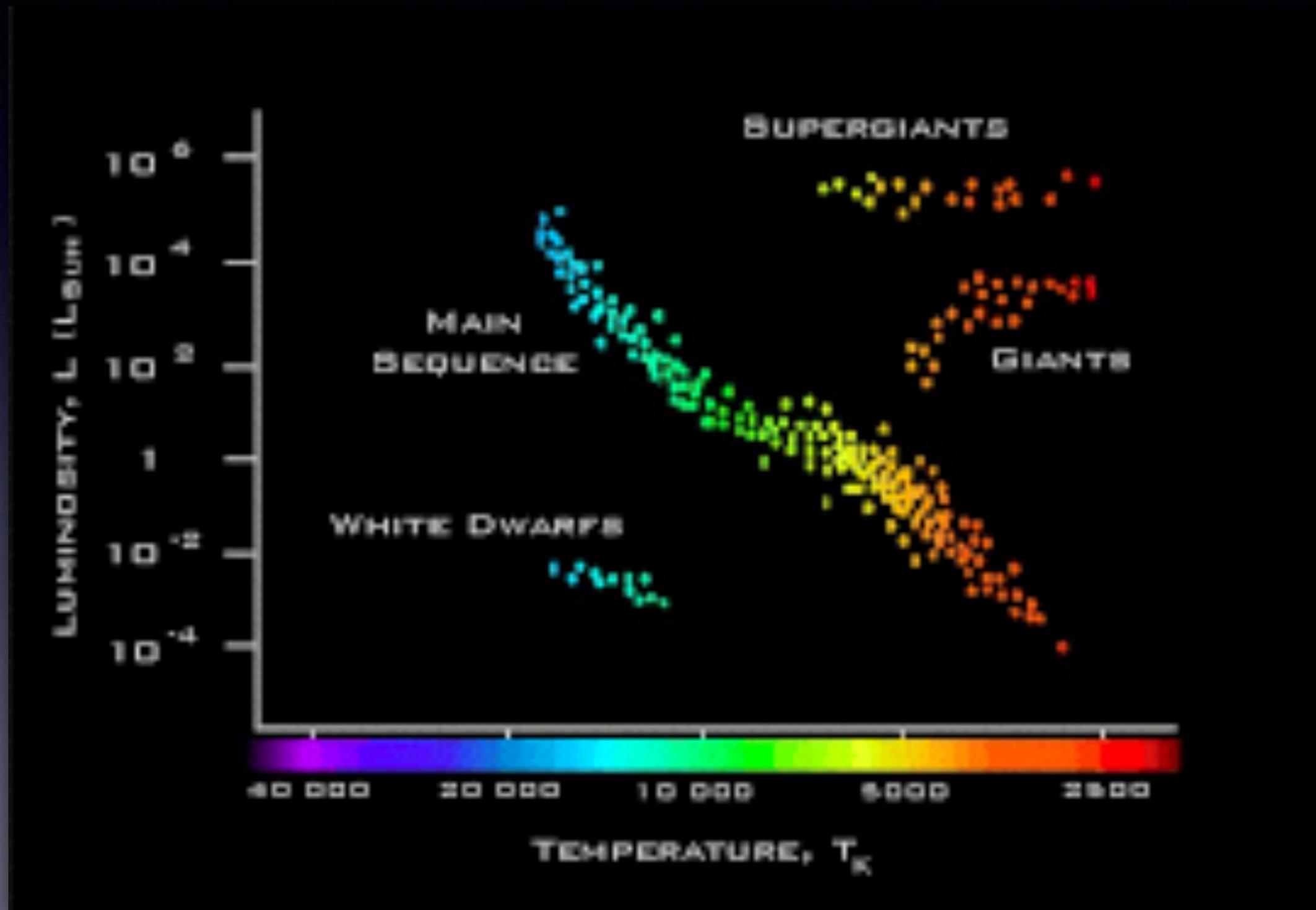
# Il diagramma di Hertzsprung-Russell



# Classi di luminosità

- Se due stelle hanno la stessa temperatura superficiale (o effettiva) ma diversa  $L$ , quella più luminosa deve avere il raggio maggiore (es. sequenza principale e giganti rosse)
- Le stelle di sequenza principale (bruciamento H in He al centro) si indicano col nome di nane
- Si distinguono 5 classi di luminosità da I a V : I sono le supergiganti e V le stelle nane

# Il diagramma H-R



# Grandezze caratteristiche nelle stelle

- Le luminosità delle stelle variano nell'intervallo

$$10^{-4} < L/L_{\odot} < 10^4$$

- Le temperature variano

$$2000 < T_{eff} < 50000$$

- La gravità superficiale  $g = GM/R^2$  varia tra  $\log(g)=0$  e  $\log(g)=8$

# Spettri stellari

- Il flusso luminoso emesso dalle stelle e' caratterizzato da un continuo sul quale si stagliano righe di assorbimento
- **Il continuo**- Legge di corpo nero (legge di Planck)  
L'intensita' di radiazione ad una data lunghezza d'onda e' data da:

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{-hc/\lambda KT} - 1}$$

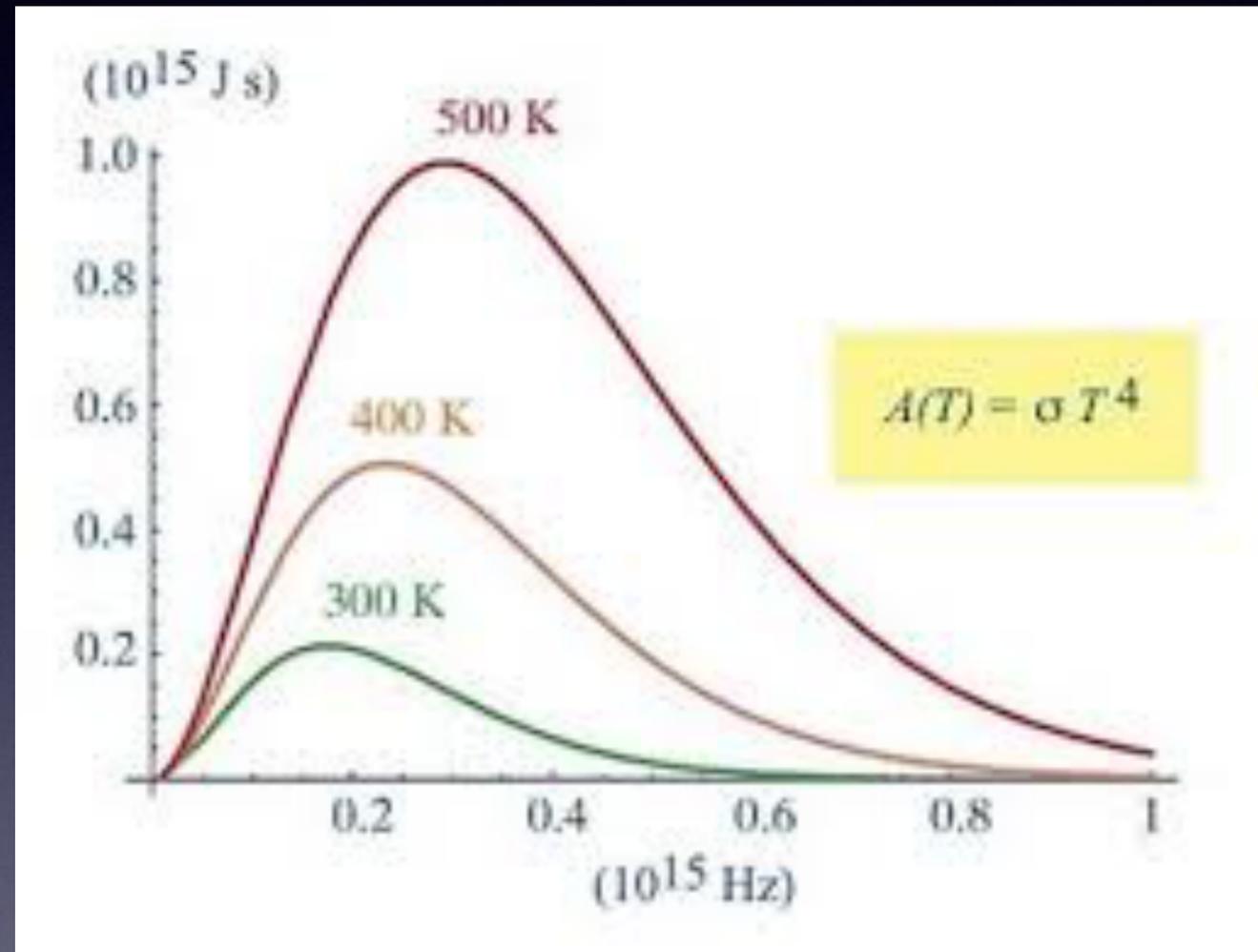
# Spettri stellari

- Ogni corpo che si trovi a temperatura uniforme con il suo campo di radiazione ed emetta fotoni con una distribuzione spettrale che segua la legge di Planck, si dice **corpo nero**
- Il continuo non dà informazioni sulla struttura del corpo emittente, ma soltanto sulla sua temperatura
- Dall'equazione di Planck derivano due leggi importanti: i) Legge di Wien e ii) Legge di Stefan-Boltzmann

# Spettri stellari

- La legge di Wien

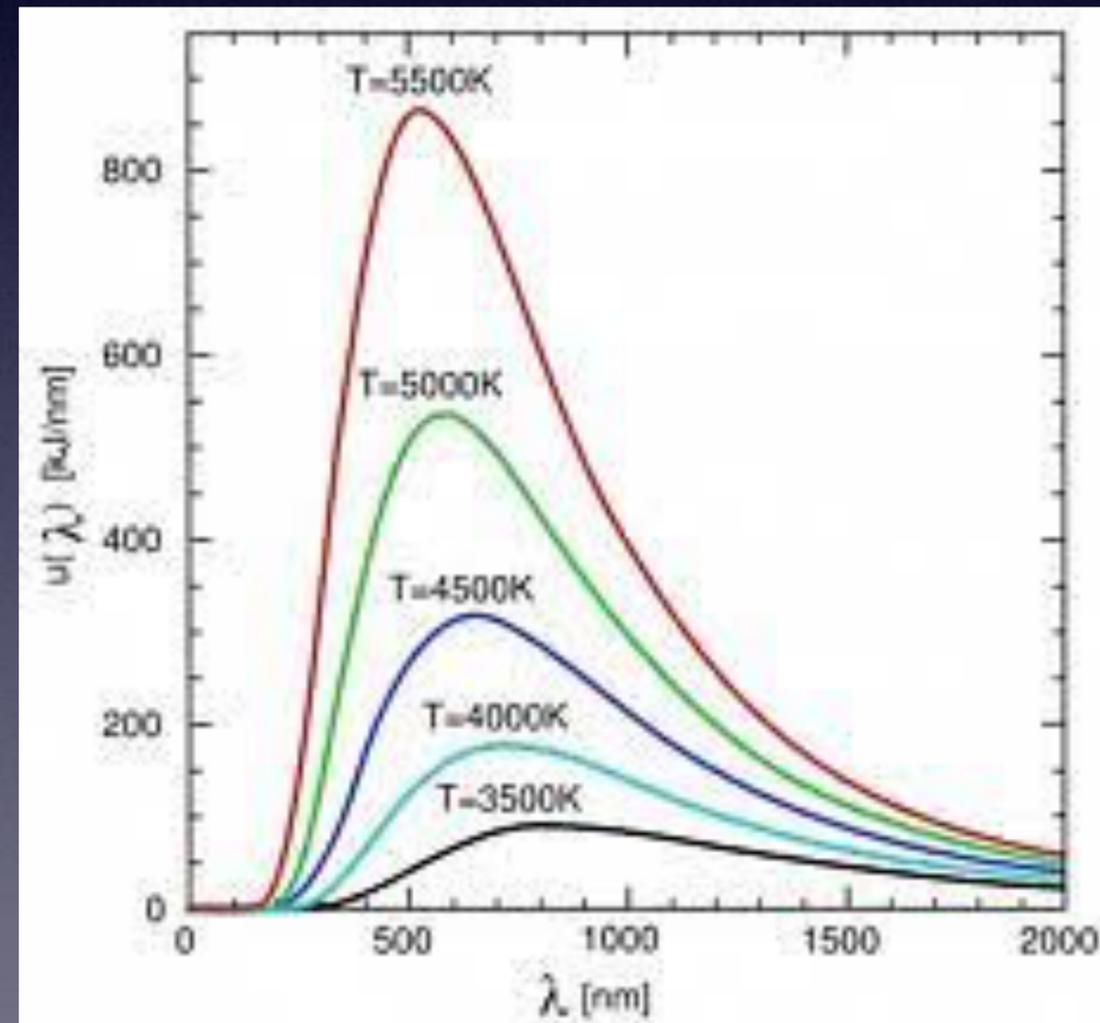
$$\lambda_{max} \cdot T = \text{costante}$$



# Spettri stellari

- Legge di Stefan-Boltzmann
- Emissione termica di un corpo caldo

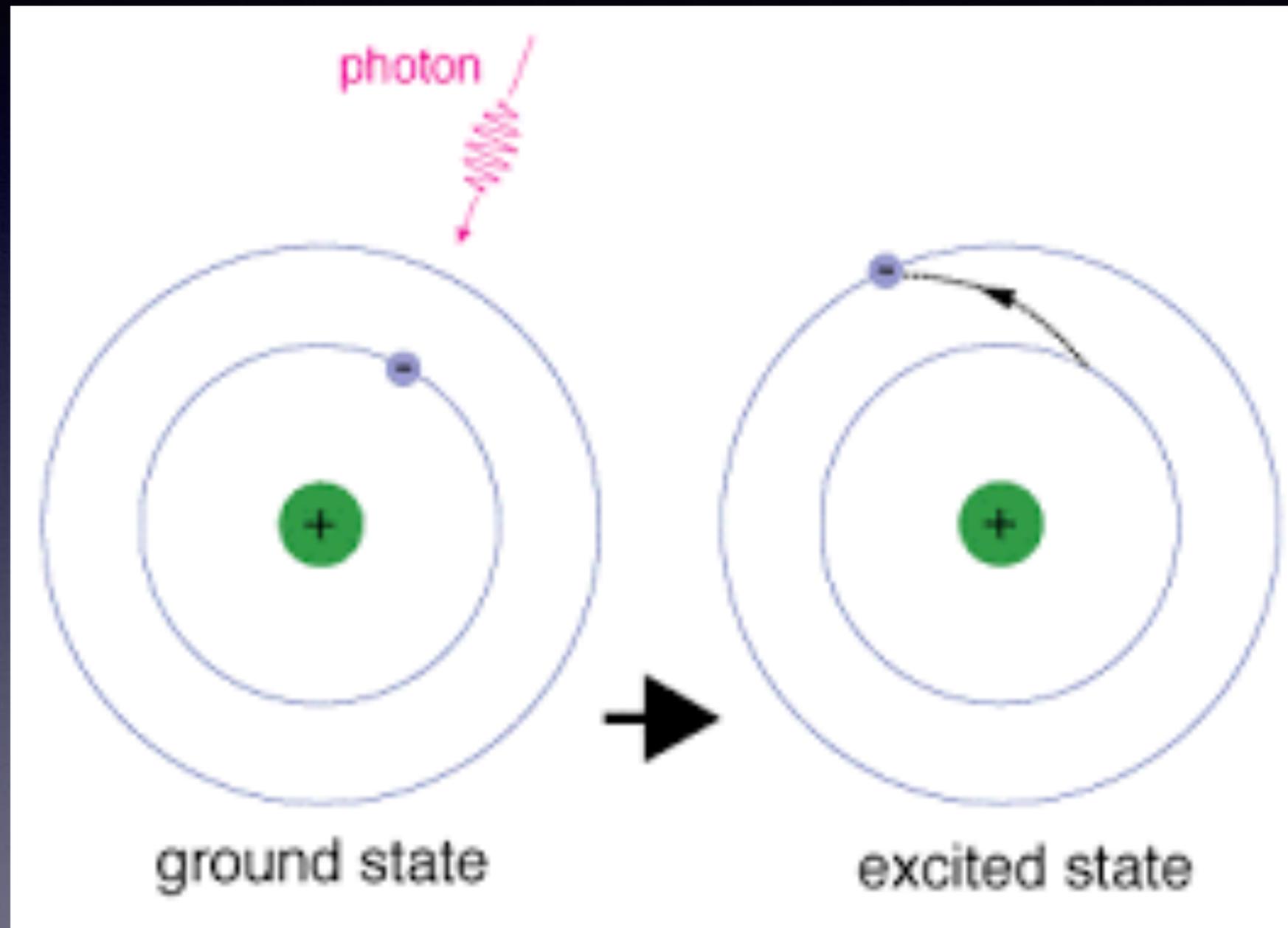
$$f = \sigma T^4$$



# Righe di assorbimento

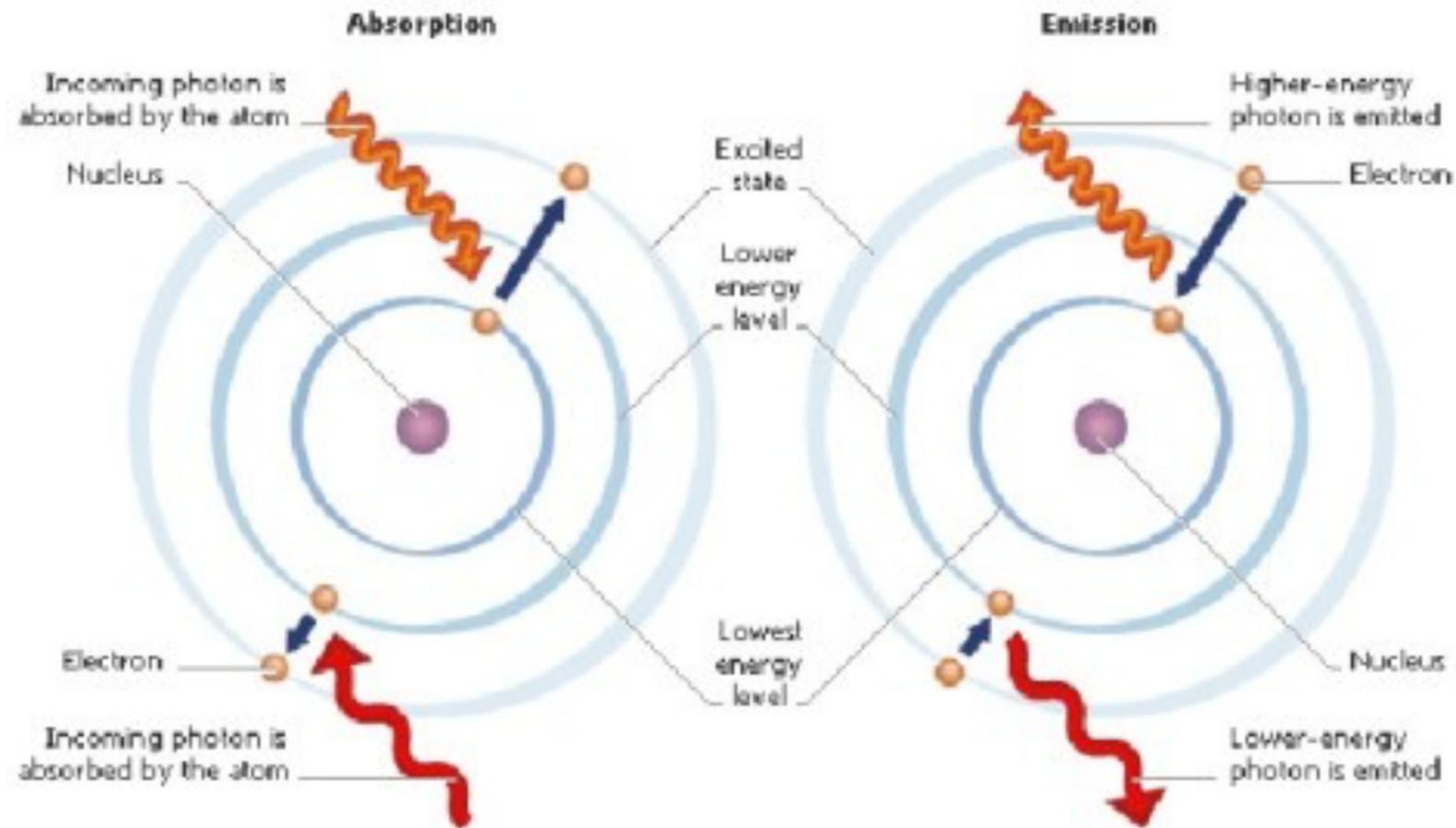
- Le righe di assorbimento avvengono perche' piu' fotoni vengono assorbiti, ovvero scompaiono dalla linea di vista
- Gli elettroni posseggono livelli discreti di energia.
- Orbite esterne hanno energie maggiori
- Il fotone assorbito tende ad essere riemesso con energia  $E = E_4 - E_1$ , l'atomo puo' perdere energia per collisione, quindi il fotone rimesso avra' un'energia  $< E$
- Ci sono due tipi di assorbimento: i) ASSORBIMENTO VERO (sparizione del fotone originale) e ii) DIFFUSIONE (fotone rimesso alla stessa frequenza ma in altra direzione)

# Righe di assorbimento



# Righe di assorbimento ed emissione

## Emission and Absorption of photons



# Righe di assorbimento nelle stelle

- Nelle stelle ci sono solo righe di assorbimento
- Le righe di assorbimento si formano se c'è un gradiente di temperatura negativo (la temperatura centrale di una stella è maggiore della temperatura in atmosfera)
- Le righe di emissione si formano in un gas caldo ovvero in un gradiente di temperatura positivo

# Righe di assorbimento

- ASSORBIMENTO VERO- un fotone collide con un atomo ed induce un elettrone ad occupare un livello di energia maggiore. Prima di ricadere al livello originario, con riemissione dello stesso fotone, l'atomo si diseccita collisionalmente. Pertanto il fotone originario scompare e si crea una riga scura
- DIFFUSIONE- l'elettrone ritorna al livello originario riemettendo un fotone della stessa energia di quello assorbito, ma in una direzione diversa

# Atomo di idrogeno

- L'atomo di H allo stato fondamentale ha il suo elettrone nel livello  $n=1$
- L'atomo di H caldo a temperatura di  $10^4$  K ha il suo elettrone nel livello  $n=2$
- L'atomo di H molto caldo a temperatura  $3 \cdot 10^4$  K ha il suo elettrone nel livello  $n = \text{infinito}$  (atomo ionizzato)

