

ASTROFISICA (*3 moduli da 3 ore*)

➤ ***Argomenti trattati:***

- ✓ *Struttura stellare*
- ✓ *Equazioni di equilibrio*
- ✓ *Evoluzione stellare*

➤ ***Testo di riferimento:***

*Appunti modellati sul libro di Vittorio Castellani “ASTROFISICA STELLARE”
Ed. Zanichelli 1985. Una versione aggiornata è disponibile online su*

<http://astrofisica.altervista.org/doku.php?id=start>

Altro testo in italiano (per approfondimenti!):

A. Braccesi - Dalle stelle all'universo – Ed. Zanichelli (2000)

PROLOGO

*STELLA = massa di gas al cui interno avvengono reazioni (non transitorie) di fusione nucleare. In generale si ha **equilibrio** tra la gravità del gas e la spinta verso l'esterno*

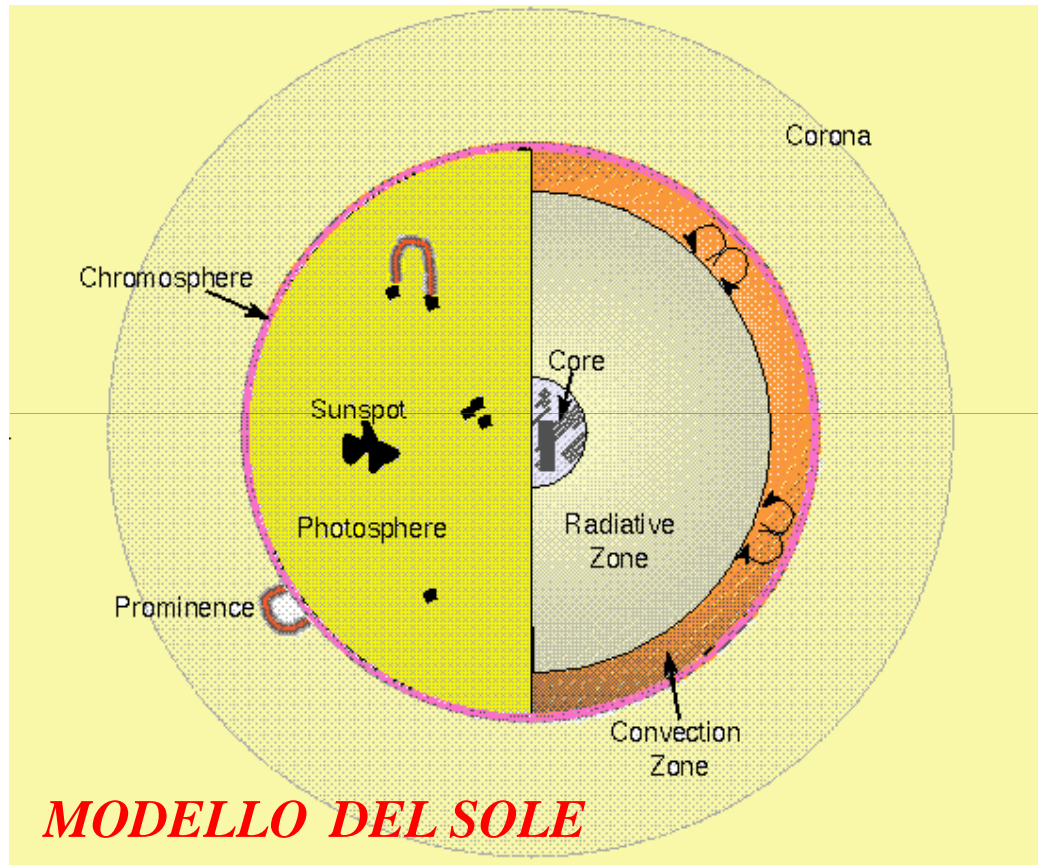
*Le stelle costituiscono l'ossatura dell'Universo visibile (che però sembra sia solo il **4%** del totale) e sono disposte in configurazioni gerarchiche dominate dalla gravità, l'interazione più **debole** dell'Universo*

associazioni – a. aperti – a. globulari – galassie – a. di galassie e loro gruppi

Sono i laboratori di sintesi chimica dell'Universo. Nel corso della loro vita costruiscono, a partire da H e He, tutti gli elementi chimici conosciuti

Lo studio si fa soprattutto attraverso l'analisi del flusso di radiazione elettromagnetica

CARATTERISTICHE FISICHE



MASSA : $10^{29} - 10^{32}$ kg

TEMPERATURA : 1800 K – $5 \cdot 10^9$ K

COMPOSIZIONE CHIMICA :

- **Idrogeno** (3/4)
- **Elio** (1/4)
- **Piccole percentuali (tot. max. 4%) di altri elementi (“metalli”!)**
(**O, C, Ne, Fe, N, Si, Mg, S, ...**)

TEMPERATURA E COMPOSIZIONE CHIMICA VARIANO DI MOLTO CON L'EVOLUZIONE

RADIAZIONE STELLARE

*Si tratta di fotoni di energia $E = h\nu$. I fotoni (che sono bosoni) non interagiscono tra loro, ma in presenza di materia sono continuamente assorbiti e riemessi in una situazione di equilibrio dinamico descritta dalla **distribuzione di corpo nero** (Planck, 1901)*

$$u_\nu(T) = \frac{8\pi h\nu^3}{c^3} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{KT}} - 1} \quad (h = 6,626 \cdot 10^{-34} \text{ J}\cdot\text{s})$$

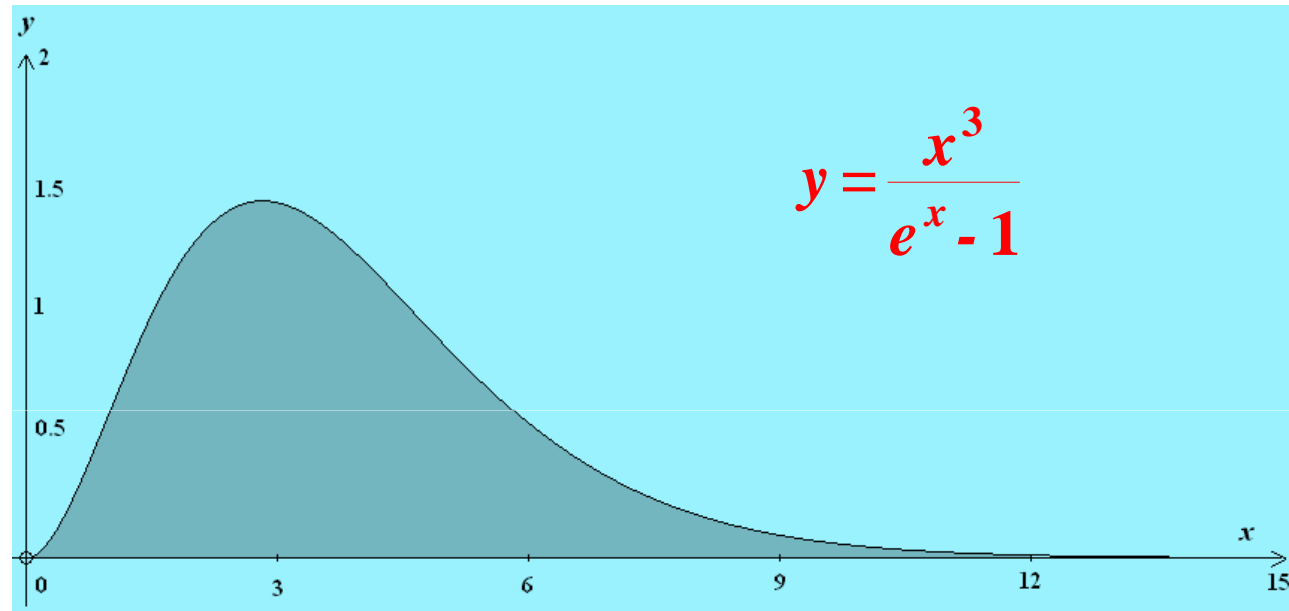
dove la funzione $u_\nu(T)$ rappresenta, per una certa temperatura T , l'energia emessa per unità di volume e per unità di frequenza. Si ha cioè:

$$\int_V \int_0^\infty u_\nu(T) d\nu dV = U$$

U rappresenta l'energia totale emessa dal corpo nero.

STUDIO DELLA DISTRIBUZIONE (I)

Ponendo $x = h\nu / KT$ la distribuzione di corpo nero diventa, a meno di costanti, la funzione



Integrando su tutte le frequenze si ottiene l'energia per unità di volume $u = aT^4$,

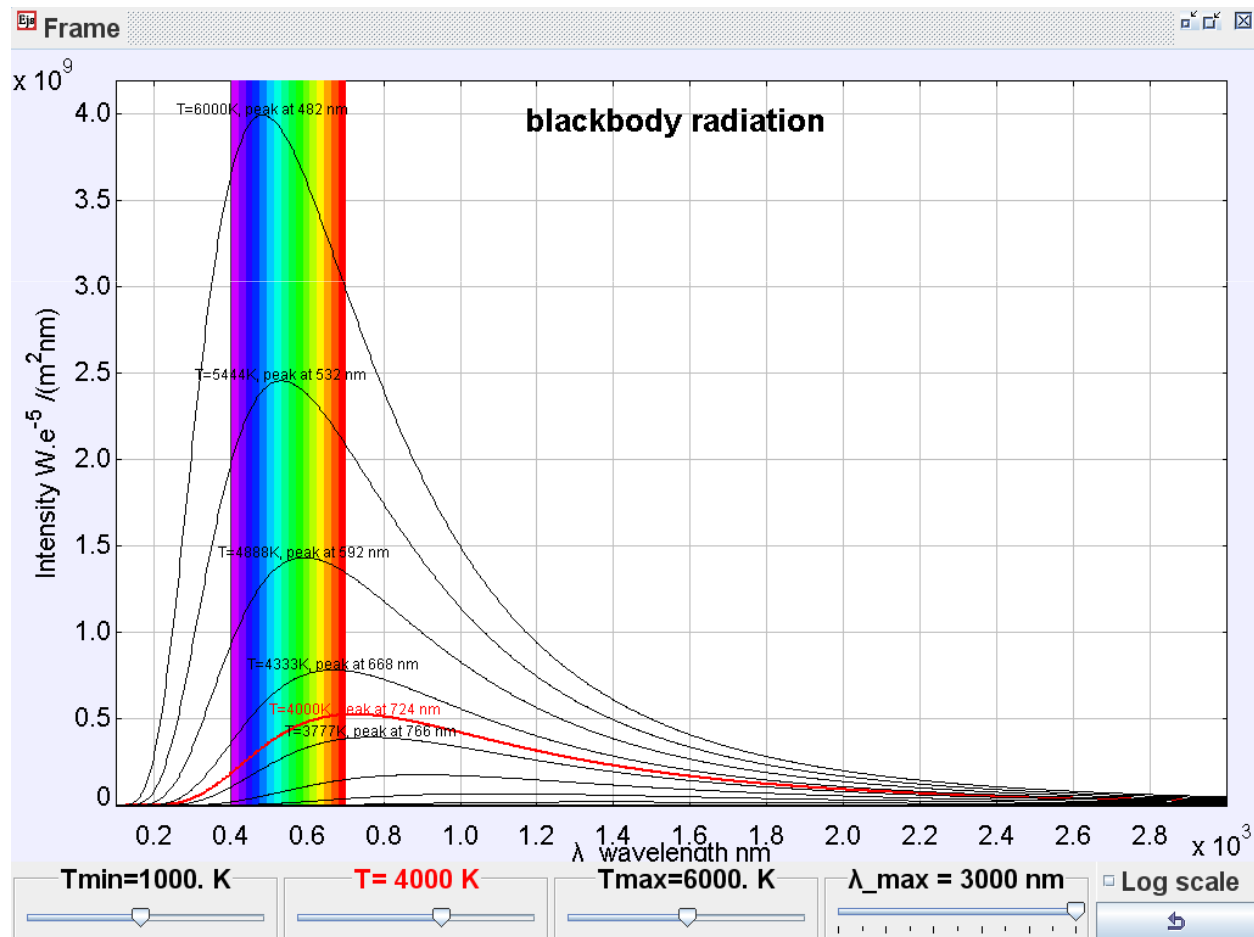
con $a = \frac{8\pi^5 k^4}{15c^3 h^3} = 7,536 \cdot 10^{-15} \text{ erg/m}^3$ (legge di STEFAN, 1879). Il massimo della

funzione obbedisce alla legge $\lambda_{\text{MAX}} T = \text{costante} = 0,2898 \text{ cm} \cdot \text{K}$ (legge di WIEN).

L'integrale $\int_0^{\infty} \frac{x^3}{e^x - 1} dx$ si calcola per serie

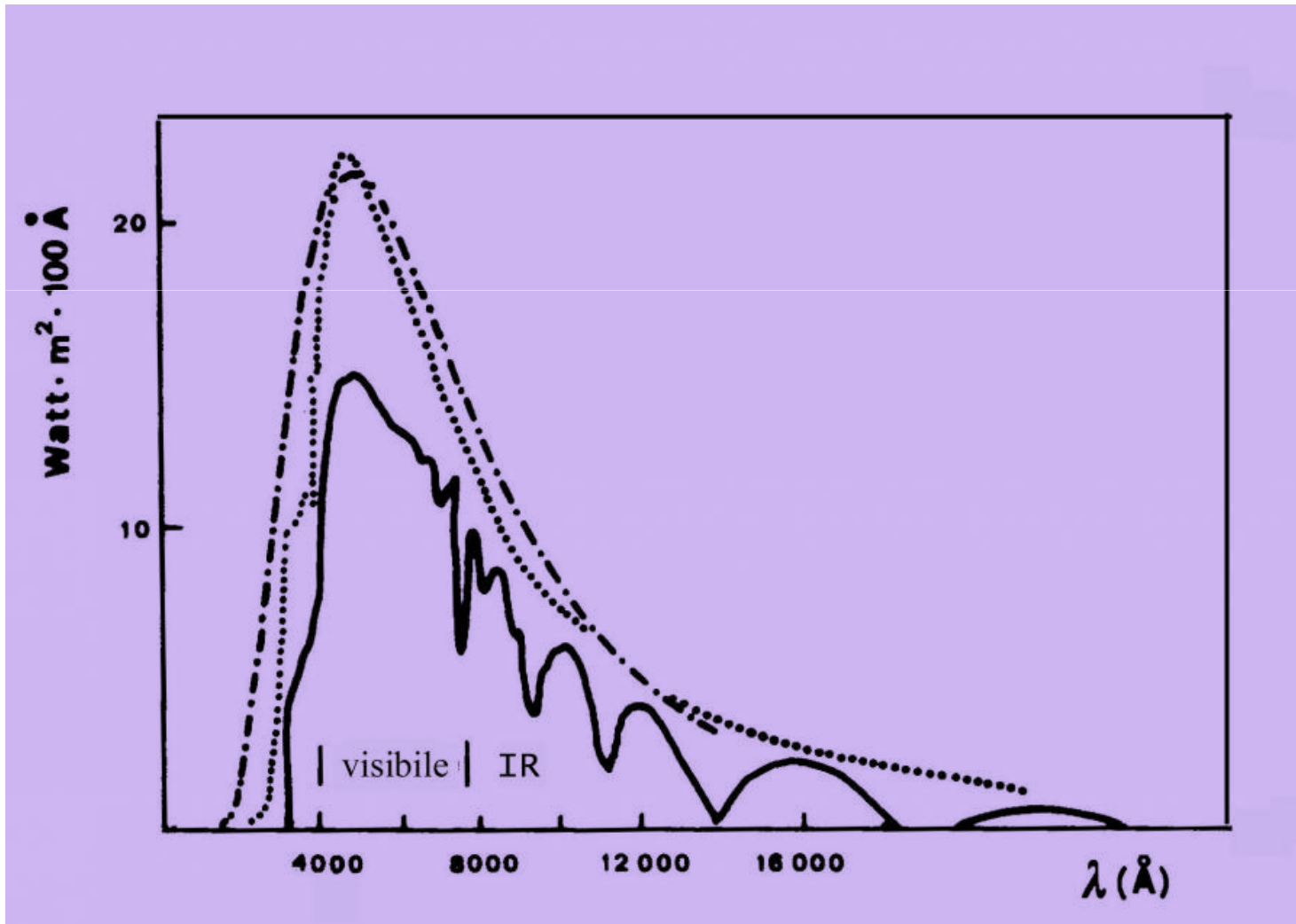
STUDIO DELLA DISTRIBUZIONE (II)

*Al crescere della temperatura le curve della distribuzione variano di molto, senza intersecarsi mai. L'approssimazione di corpo nero è abbastanza buona per le stelle di sequenza principale (circa il **90%** del totale)*



IL SOLE COME CORPO NERO

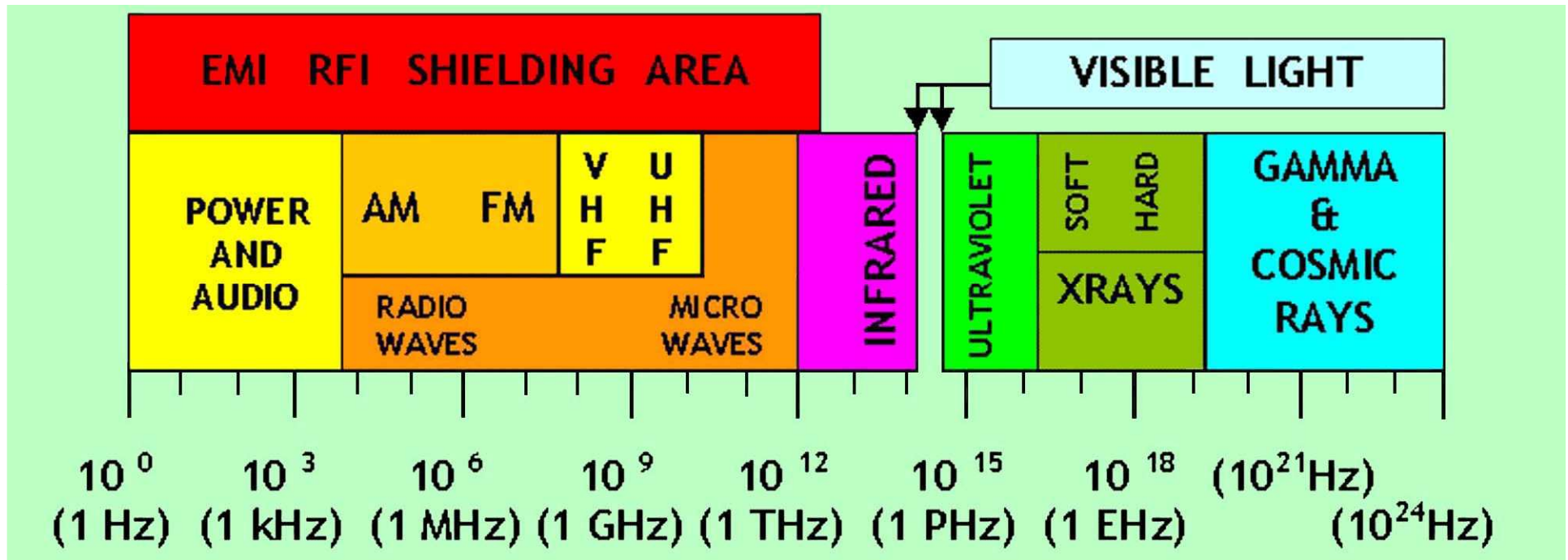
*Spettro del Sole al di fuori dell'atmosfera (punti) confrontato con la distribuzione di corpo nero a **6000 K** (tratto e punto) e con lo spettro della radiazione raccolta alla superficie della Terra (linea continua)*



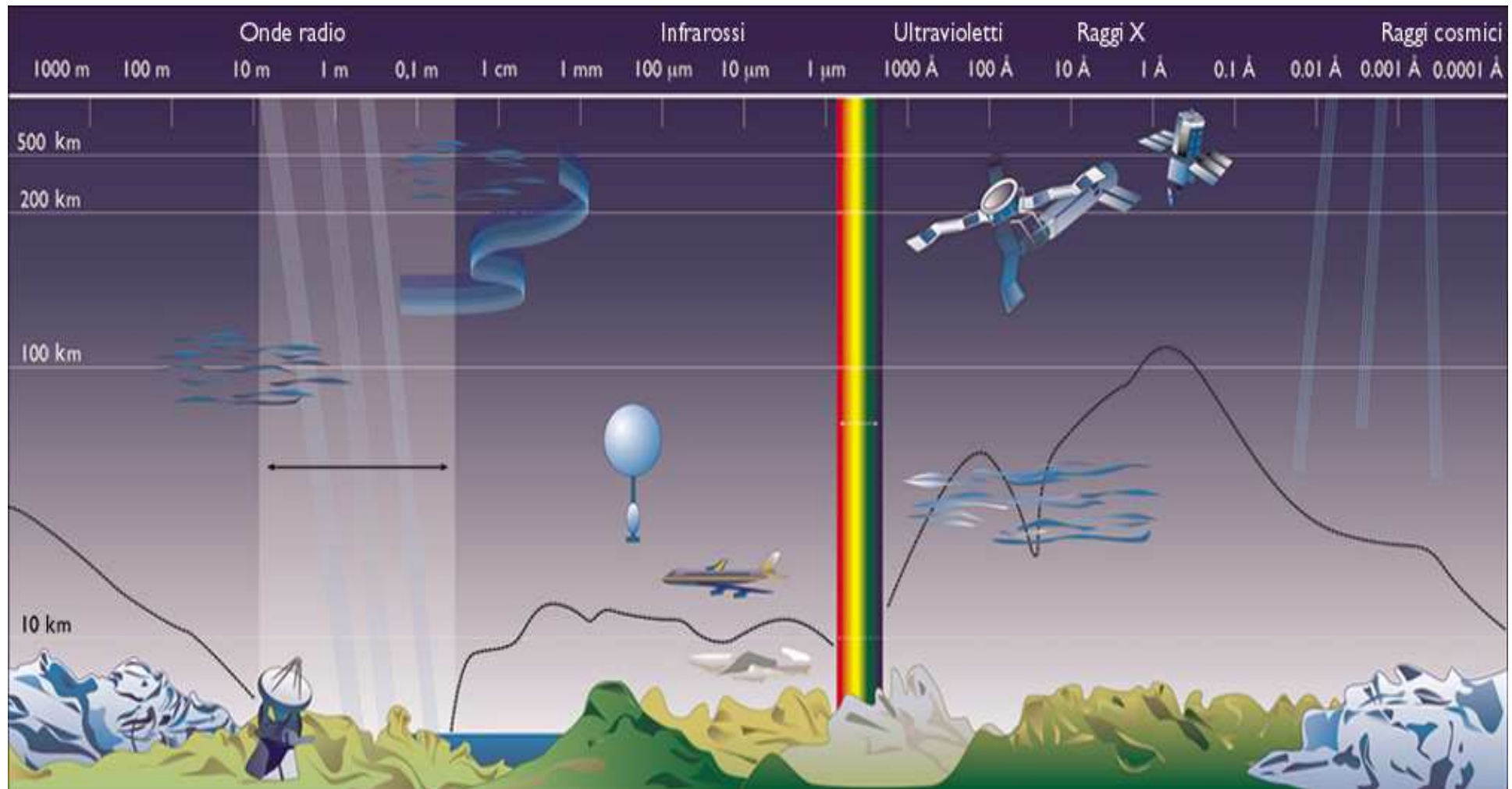
LO SPETTRO ELETTROMAGNETICO

Le onde elettromagnetiche possono essere classificate in base alla lunghezza d'onda o alla frequenza

La luce visibile ha lunghezze d'onda comprese tra 390 nm (violetto) e 760 nm (rosso)



ONDE ELETTROMAGNETICHE E ASSORBIMENTO ATMOSFERICO



FLUSSO - TEMPERATURA EFFICACE

Si definisce **flusso di energia** L_* la potenza emessa per unità di superficie, ovvero l'energia per unità di tempo e di superficie ($\text{erg/s} \cdot \text{cm}^2$).

Dalla legge di Stefan $u = aT^4$ (dove u è in erg/cm^3), ponendo $\sigma = ac/4$ [σ prende il nome di **costante di Stefan**, con dimensioni $\text{erg}/(\text{s} \cdot \text{cm}^2 \cdot \text{K}^4)$], ricaviamo per il flusso l'espressione $L_* = \sigma T^4$

Possiamo poi definire la **LUMINOSITÀ** L della configurazione come la potenza totale emessa. Considerando la stella come un corpo nero sferico di raggio R avremo

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad (\text{LEGGE DI STEFAN-BOLTZMANN})$$

dove T_{eff} è definita come la temperatura superficiale della stella se fosse un corpo nero ideale.

Per il **Sole** abbiamo: $T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$ e $L = (3,85 \pm 0,02) \cdot 10^{33} \text{ erg/s}$.

Nella grande maggioranza dei casi le T_{eff} stellari variano fra 3000 K e 50000 K, con alcuni casi eccezionali (pre-nane bianche, nane brune). Molto più ampie sono le variazioni di L .

Spesso è importante la luminosità **MONOCROMATICA** L_λ , cioè la luminosità per unità di lunghezza d'onda. Si ha

$$L = \int_0^\infty L_\lambda d\lambda$$

La luminosità che noi possiamo misurare da Terra dipende ovviamente dalla distanza della sorgente, dall'assorbimento del mezzo interstellare (**SELETTIVO**) e da quello della nostra atmosfera.

LE MAGNITUDINI - 1

Il flusso F raccolto da un rivelatore sulla Terra è dunque alterato dalla distanza D della stella: $F' = L_ / 4\pi D^2$, poi l'assorbimento selettivo del mezzo interstellare lo modifica in modo diverso a seconda della lunghezza d'onda:*

$$F_{\lambda}'' = A(\lambda) F_{\lambda}' \quad ; \quad F'' = \int_0^{\infty} F_{\lambda}'' d\lambda$$

Infine si paga il contributo all'atmosfera (minimo per una stella allo zenit, aumenta con l'angolo calcolato rispetto a esso (distanza zenitale). Alcune zone dello spettro (come l'UV estremo e tutte le λ più corte) vengono completamente assorbite. Una volta calcolate tutte le perdite, il flusso per unità di lunghezza d'onda superstite F_{λ} , integrato su tutte le λ , ci dà il flusso residuo F , che permette di calcolare la MAGNITUDINE APPARENTE di una stella: $m_V = -2,5 \text{ Log } F + \text{costante}$ (FORMULA DI POGSON)

*N.B. Più la stella è brillante, più la magnitudine diventa **NEGATIVA** !*

LE MAGNITUDINI - 2

Motivo della formula di Pogson è la sensibilità (logaritmica) dell'occhio umano: un tentativo di riprodurre la scala di magnitudini (da 1 a 6) usata dagli astronomi del passato (Ipparco, Tolomeo).

*Il valore della costante era stato scelto in modo che la magnitudine apparente di α Lyrae (Vega), scelta come riferimento per tutte le altre, fosse esattamente zero... ma errori compiuti nel trasferimento dei formati fotometrici da una regione all'altra del cielo hanno fatto sì che oggi la magnitudine di Vega sia fissata a **0,14**.*

*Più importante della magnitudine apparente è quella **ASSOLUTA**, definita come la magnitudine apparente che ogni stella avrebbe se fosse portata alla distanza di 10 parsec (32,63 anni luce) :*
$$M_V = m_V + 5 \text{ Log } (10 \text{ pc } / r) - A$$

A è la correzione per l'assorbimento interstellare, massimo sul piano galattico. In tale direzione si può stimare, in unità di magnitudine, $A \sim (r/2000 \text{ pc})$

LE MAGNITUDINI - 3

*Si comprende come la magnitudine stellare fornisca molte più informazioni quando viene analizzata alle varie lunghezze d'onda. A questo scopo sono stati studiati molti diversi SISTEMI FOTOMETRICI, il più famoso dei quali è il **SISTEMA UBV** di Johnson e Morgan, che prevede la misura delle magnitudini in tre diverse bande: U (centrata a 364 nm), B (442 nm) e V (540 nm). In tempi più recenti sono state aggiunte altre due bande, la R (rossa, 700 nm) e la I (infrarossa, 900 nm).*

*A partire dalle bande UBV si definiscono gli **INDICI DI COLORE**, cioè le differenze tra le magnitudini misurate nelle varie lunghezze d'onda:*

$$U-B = m_U - m_B ; \quad B-V = m_B - m_V$$

Essi dipendono ovviamente dal colore della stella: per Vega sono entrambi zero.

*Più la stella è BLU, più piccolo è l'indice di colore. (**SOLE : B-V = 0,66**)*

Con gli indici di colore si può surrogare (in parte) la conoscenza degli spettri.

I COLORI DELLE STELLE

ALDEBARAN

gigante rossa (K5)
m=0,8 – d=68 a.l. 37 R_s



BETELGEUSE

supergigante rossa (M2)
m=0,8 – d=650 s.l.
800 R_s



CAPELLA

Gialla (G5)
m=0,1 – d=43 a.l.



DENEK

Supergigante bianca (A2)
m=1,2-1,3 – d=1.800 a.l.



MINTAKA

Azzurra (B0)
m=2,1-2,3 – d=900 a.l.



PROCIONE

Gialla (F5)
m=0,4 – d=11 a.l.

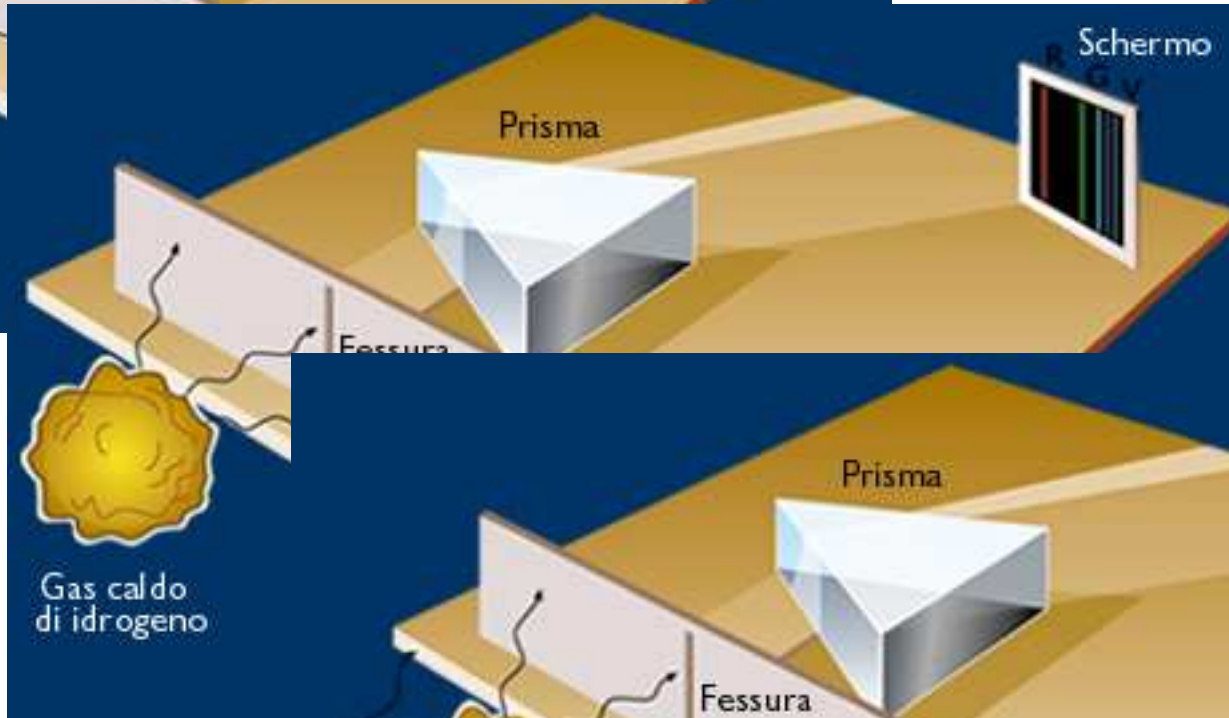
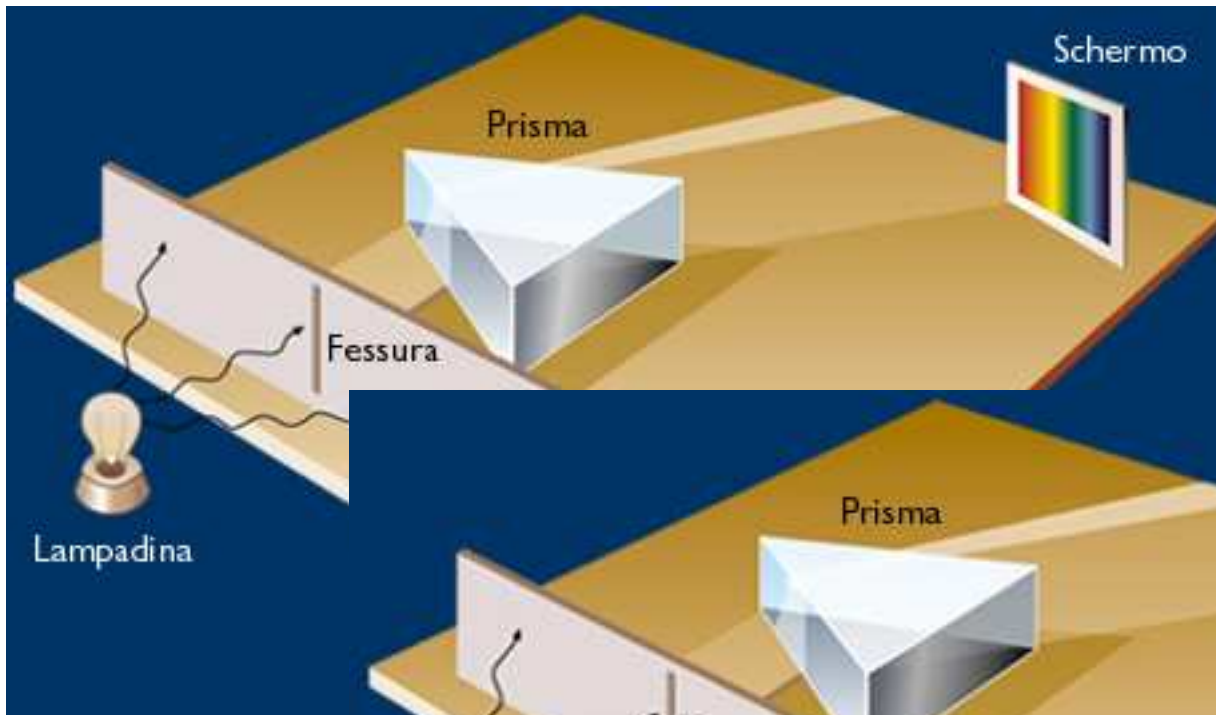


RIGEL

Azzurra (B8)
m=0,1 – d=900 a.l.

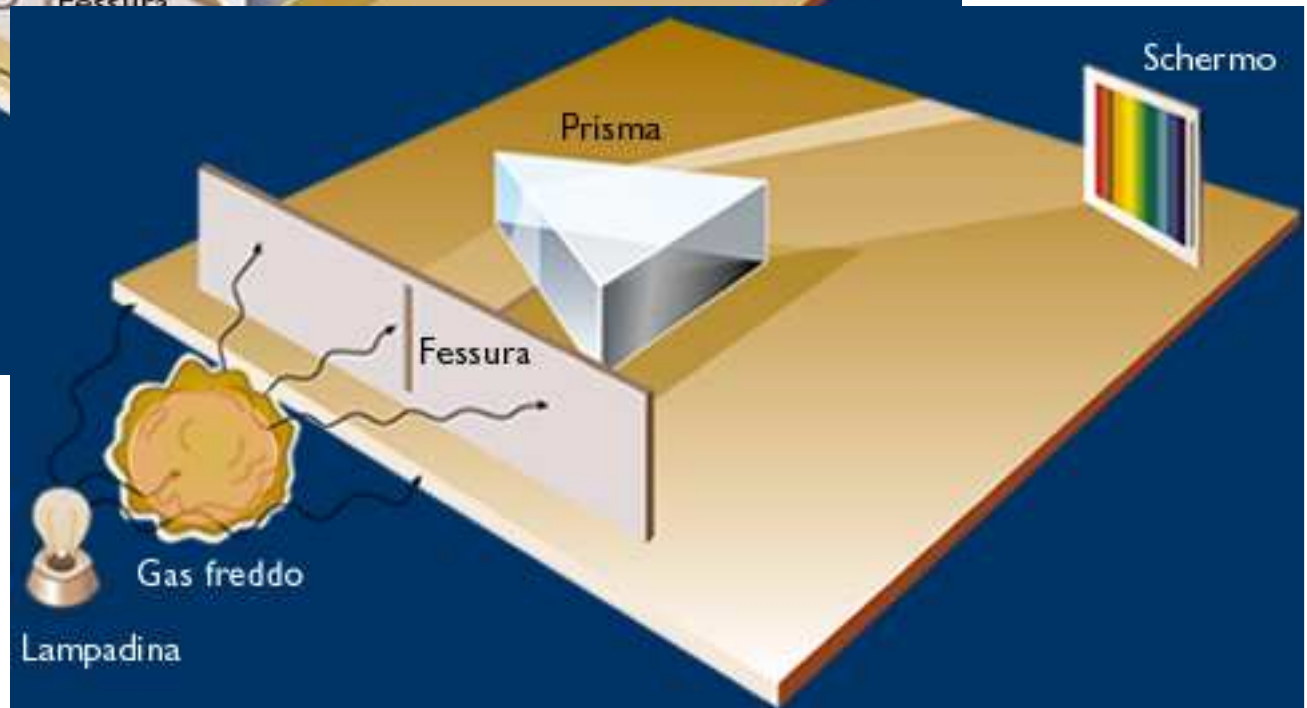


GLI SPETTRI



Spettro di emissione

Spettro di assorbimento



SPETTRI ATOMICI

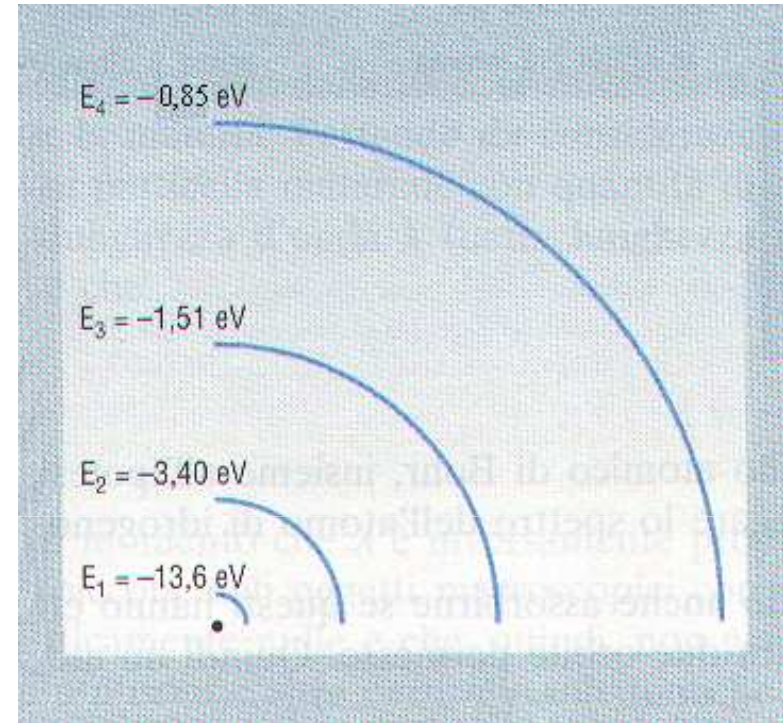
Un modello comodo per l'atomo (anche se sbagliato) è quello che lo vede costituito da un nucleo centrale e da elettroni che orbitano attorno su orbite ben determinate (!).

L'atomo di idrogeno è costituito da un protone e da un elettrone. I raggi delle orbite permesse sono dati dall'espressione:

$$r_n = 5,29 \times 10^{-11} n^2 \text{ m}$$

con $n = 1, 2, 3, \dots$. A ogni orbita corrisponde una ben determinata energia e per l'atomo di H si ha:

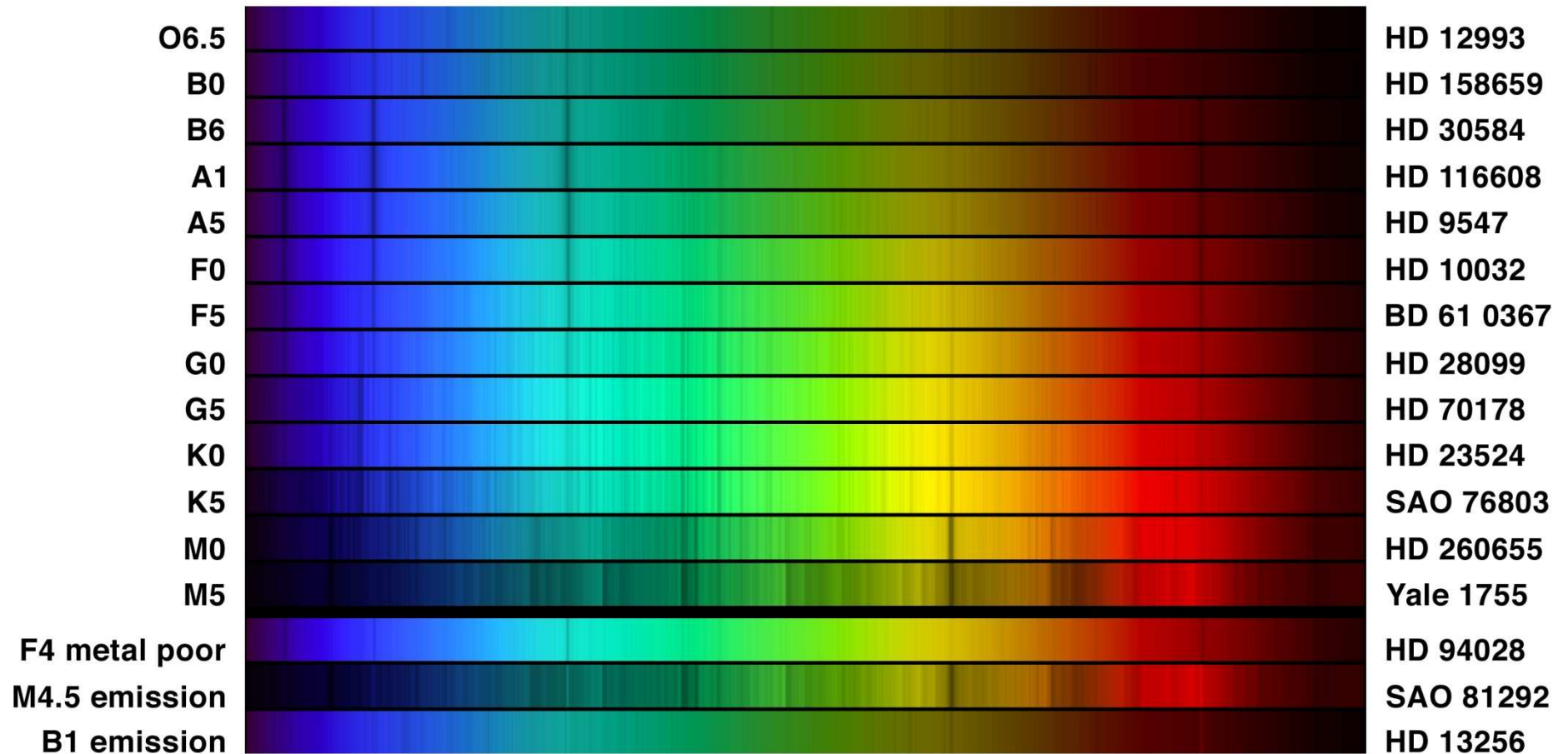
$$E_n = -13,6 \frac{1}{n^2} \text{ eV}$$



CLASSI SPETTRALI DELLE STELLE

<i>Classe spettrale</i>	<i>Temperatura superficiale</i>	<i>Colore</i>	<i>Magnitudine assoluta (SP)</i>
O5	40000 K	Blu	- 5,8
B0	28000 K	Azzurro	- 4,1
A0	9900 K	Bianco	+ 0,7
F0	7400 K	Giallo chiaro	+ 2,6
G0 (Sole = G2)	6000 K	Giallo	+ 4,4
K0	4900 K	Arancione	+ 5,9
M0	3480 K	Rosso-arancio	+ 9,0
R, N	3000 K	Rosso	
S	3000 K	Rosso	

GLI SPETTRI DI ALCUNE STELLE



STATISTICA STELLARE ...

*I processi di formazione stellare privilegiano le stelle di **piccola massa**: circa **tre quarti** delle stelle nella Via Lattea sono di tipo spettrale **M** (con un massimo intorno al tipo M4). I risultati variano per le altre galassie, ma questo fatto resta valido: **le stelle di grande massa sono estremamente rare**.*

*Un conteggio più accurato fornisce (sempre nella Via Lattea), per **ogni** stella di tipo spettrale **O***

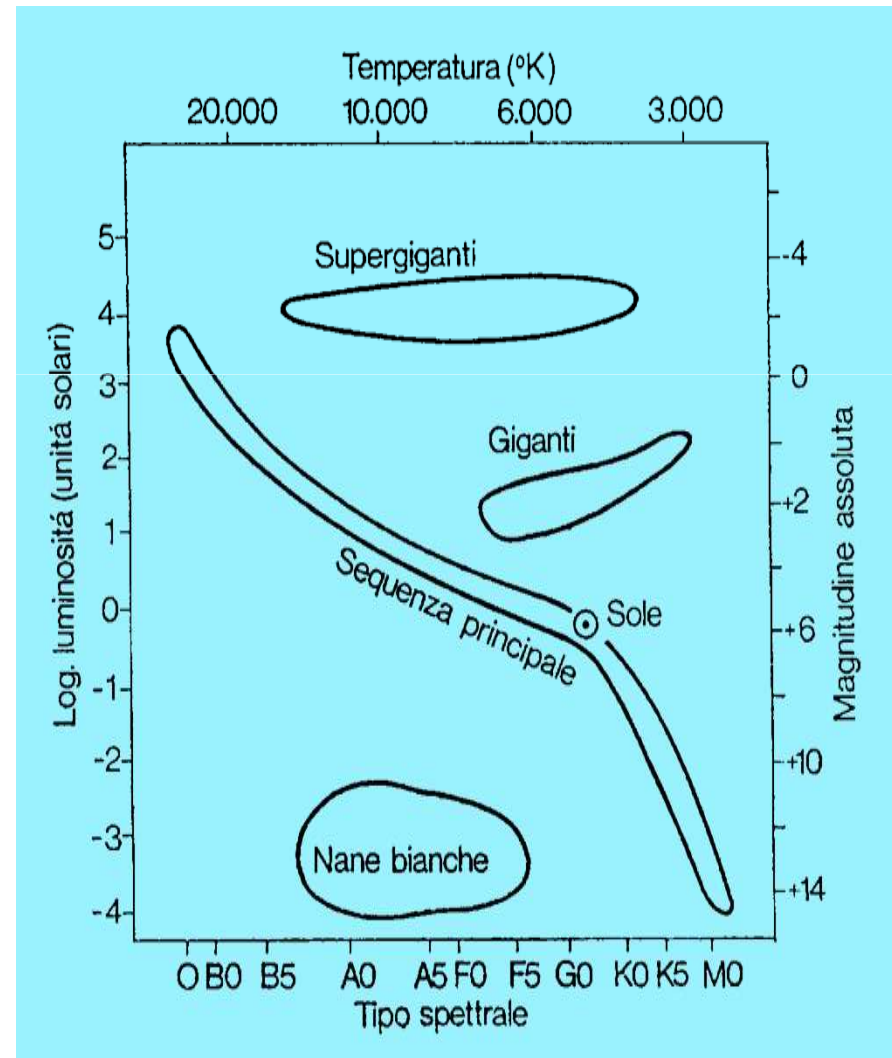
- **3400** stelle di tipo spettrale **B***
- **17 000** stelle di tipo spettrale **A***
- **85 000** stelle di tipo spettrale **F***
- **221 000** stelle di tipo spettrale **G***
- **255 000** stelle di tipo spettrale **K***
- **1 700 000** stelle di tipo spettrale **M***

IL DIAGRAMMA DI HERTZSPRUNG E RUSSELL

Nel 1913 il danese Hertzsprung e l'americano Russell costruirono un grafico dove in ascissa riportarono il tipo spettrale (in alternativa, l'indice di colore oppure le T_{eff} , crescenti verso sinistra) e in ordinata la magnitudine assoluta di stelle di distanza nota.

*Si scoprì così che le stelle non si raggruppano a caso, ma si concentrano in due regioni ristrette: la **SEQUENZA PRINCIPALE** (circa l'85% delle stelle della Galassia) e il **RAMO DELLE GIGANTI***

*Tale separazione **CORRISPONDE** a **DIVERSI STADI EVOLUTIVI***



CLASSIFICAZIONE DELLE STELLE

Altre informazioni possono essere fornite aggiungendo delle lettere o altri simboli. Un numero romano serve per indicare la luminosità.

I0, Ia, Ib	<i>IPERGIGANTI</i>
II	<i>SUPERGIGANTI</i>
III	<i>GIGANTI</i>
IV	<i>SUBGIGANTI</i>
V	<i>NANE (= SEQUENZA PRINCIPALE). SOLE: G2V</i>
VI	<i>SOTTONANE</i>
VII	<i>NANE BIANCHE</i>

USO DEL DIAGRAMMA H-R (I)

Il diagramma di Hertzsprung–Russell è uno strumento assai versatile.

Le applicazioni più importanti sono:

- Misura di distanze stellari (parallassi spettroscopiche)

- Valutazione dell'età di campioni stellari ristretti (misure di età di ammassi aperti o globulari)

- Variazioni nella composizione chimica standard di un certo campione di stelle (calibrazione di sequenze stellari)

Gli effetti di distanza, età e composizione chimica sono molto difficili da studiare globalmente. Ammassi aperti e globulari sono importanti, perché le stelle hanno tutte la stessa età (una sola generazione stellare)

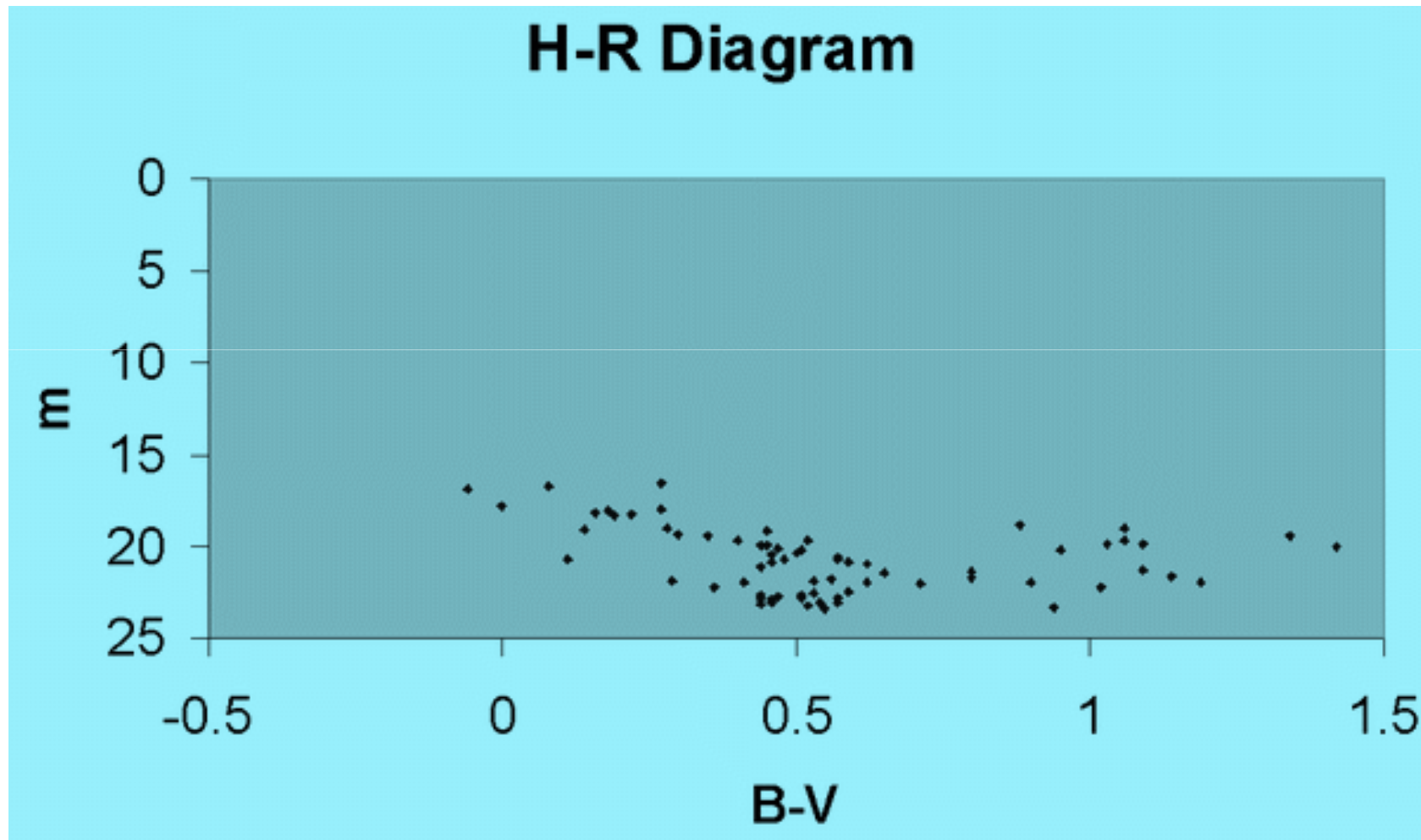
ESEMPIO: L'AMMASSO APERTO NELLA CHIOMA DI BERENICE

V	B-V	V	B-V	V	B-V	V	B-V	V	B-V
19.66	0,4	23.26	0.52	21.93	0.9	22.84	0.57	22.61	0.51
21.45	0,65	21.96	0.62	22.45	0.59	21.25	1.09	19.95	0.45
22.74	0,47	20.63	0.57	22.05	0.71	19.94	0.44	21.95	1.19
19.06	0,14	19.64	1.06	20.15	0.51	21.33	0.8	20.69	0.48
23.38	0,55	21.85	0.53	20.68	0.57	16.53	0.27	20.92	0.62
19.43	0,35	22.24	0.36	20.69	0.11	19.83	1.03	16.76	0.08
19.16	0,45	21.13	0.44	22.53	0.53	22.66	0.44	18.27	0.22
23.28	0,94	23.08	0.57	21.81	0.56	22.88	0.46	18	0.27
18.06	0,18	23.09	0.46	20.22	0.95	18.29	0.19	22.79	0.51
21.92	0,41	18.87	0.88	20.88	0.59	21.68	0.8	18.99	1.06
22.93	0,44	19.02	0.28	20.1	0.47	22.19	1.02	21.86	0.29
21.63	1,14	20.48	0.46	19.44	1.34	18.23	0.22	19.71	0.52
19.37	0,3	17.78	0	20.03	1.42	16.87	-0.06	19.82	1.09
20.38	0,5	23.17	0.44	23.05	0.54	18.12	0.16	20.88	0.46

***D
A
T
I***

***E.
S.
O.***

DIAGRAMMA H-R DELL'AMMASSO



USO DEL DIAGRAMMA H-R (II)

*Con i dati della tabella (ESO) possiamo creare un diagramma H-R colore-magnitudine visuale per l'ammasso della Chioma di Berenice. Gli indici di colore B-V sono una misura della temperatura delle stelle, mentre le magnitudini apparenti costituiscono un'indicazione relativa della loro luminosità (perché le stelle dell'ammasso si trovano praticamente **tutte alla stessa distanza** dalla Terra).*

Il diagramma HR realizzato appare diverso dal consueto solo perché si riescono a misurare unicamente le stelle di alta sequenza.

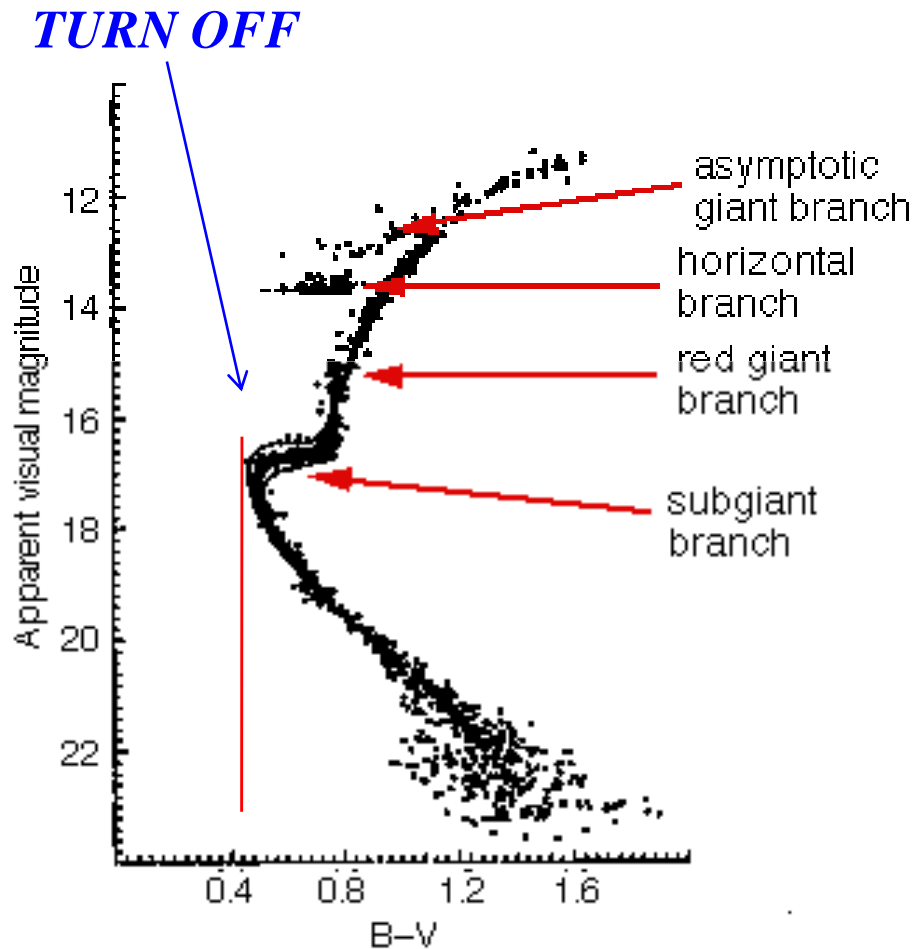
Tra le poche stelle più a destra si trovano quelle che hanno già lasciato la sequenza principale per il ramo delle giganti. La magnitudine delle stelle più brillanti della sequenza principale fornisce un'indicazione per l'età dell'ammasso.

*In questo caso si trova che esso è molto giovane: circa **400 milioni di anni**.*

*L'ammasso è così giovane che vi sono ancora stelle che non hanno raggiunto la sequenza principale, non hanno cioè ancora innescato vere e proprie reazioni nucleari (**protostelle**). Sono le stelle poste all'estrema destra del diagramma HR*

IL DIAGRAMMA H-R PER 47 TUC

(ammasso globulare)



*In quest'ammasso le stelle più brillanti sono **giganti rosse**: la sequenza principale si interrompe a masse e luminosità più basse (**TURN OFF**) rispetto all'ammasso aperto della Chioma.*

*L'interpretazione oggi accettata è **evolutiva**: 47 Tucanae è molto vecchio (~10 miliardi di anni) e le stelle di massa maggiore si sono evolute fuori dalla sequenza principale (anche quelle come il Sole sono quasi in partenza)*

LE POPOLAZIONI STELLARI

*Le evidenze osservative accumulate hanno condotto a teorizzare l'esistenza di **due popolazioni stellari**, corrispondenti a due diverse generazioni:*

*- la **POPOLAZIONE I**, composta di oggetti più giovani e più ricca in “metalli”, con le stelle più brillanti che sono supergiganti azzurre. Tale popolazione è concentrata nel disco galattico.*

*- la **POPOLAZIONE II**, con oggetti vecchi e povera in “metalli”: le stelle più brillanti risultano essere giganti rosse.*

Le stelle di popolazione II appartengono all'alone sferico che circonda la nostra galassia, e sono le uniche costituenti degli ammassi globulari

LE POPOLAZIONI STELLARI

– LEGENDA –

V = velocità perpendicolare al disco galattico in km/s, D = distanza media in parsec dal piano galattico, Z/Z_{\odot} = metallicità rispetto al Sole ($Z_{\odot} = 0,02$), T = età rispetto a quella dell'universo ($13,7 \cdot 10^9$ anni)

<i>NOME</i>	<i>LUOGO</i>	<i>TIPO</i>	<i>V</i>	<i>D</i>	<i>Z/Z_⊙</i>	<i>T</i>	<i>Altre galassie</i>
I estrema	Ammassi aperti, bracci a spirale	Giganti blu, stelle T Tauri, cefeidi I	8	60	≥ 1	0 – 0,005	Spirali, irregolari
I intermedia		Stelle a righe metalliche, supernovae II	10	160	$\geq 0,75$	0,05 – 0,25	Spirali, irregolari
I del disco	Disco e nucleo galattico	Nebulose planetarie, novae, RR Lyrae (P < 0,4 gg)	16	300	$\geq 0,5$	0,25 – 0,8	Nuclei galattici
II intermedia		Stelle ad alta velocità, variabili a lungo periodo	25	500	0,25	0,8 – 1	Sferoidali (ellittiche)
II estrema	Ammassi globulari, alone	subnane, RR Lyrae (P > 0,4 gg), ramo orizzontale	75	2000	0,1	~ 1	Sferoidali (ellittiche)