

Estrelas: Distâncias, Magnitudes e Classificação Espectral (Caps. 8 e 10)

AGA215

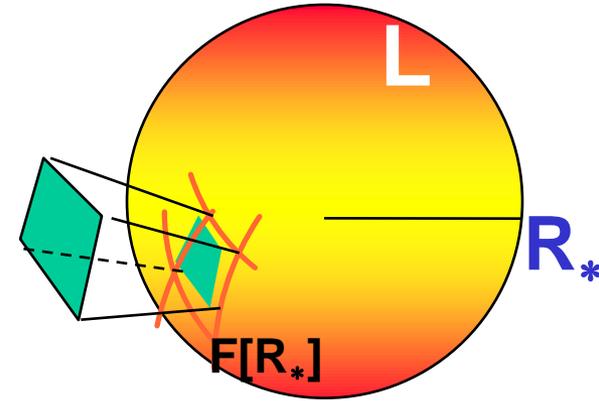
Elisabete M. de Gouveia Dal Pino

- **Astronomy: A Beginner's Guide to the Universe, E. Chaisson & S. McMillan (Caps. 11, 13 e 15)**
- **Introductory Astronomy & Astrophysics, M. Zeilek, S. A. Gregory & E. v. P. Smith (Cap. 10)**
- **Apostila, J. Gregorio-Hetem, V. Jatenco-Pereira, C. Mendes de Oliveira (www.iag.usp.br/~dalpino/aga215)**
- **Agradecimentos Vera-Jatenco**

Parâmetros Estelares

Luminosidade L_{\star} \Rightarrow energia total emitida em todas as direções

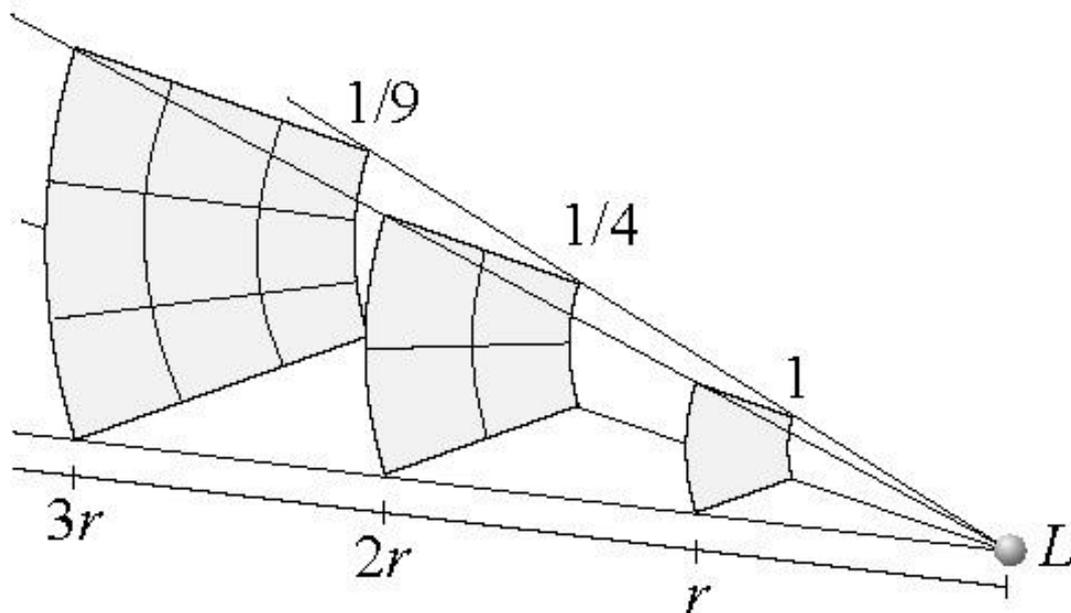
$$L = \frac{\Delta E}{\Delta t} \quad \text{erg s}^{-1}$$



Fluxo emitido na superfície da estrela $F(R_{\star})$

$$F(R_{\star}) = \frac{L_{\star}}{4 \pi R_{\star}^2} \quad \longrightarrow \quad L_{\star} = 4 \pi R_{\star}^2 F(R_{\star})$$

Fluxo e distância



- O fluxo de uma fonte de luminosidade L decresce inversamente ao quadrado da distância.

$$\text{fluxo} = \frac{\text{luminosidade}}{4\pi \text{ distância}^2}$$

Parâmetros Estelares

Luminosidade L_{\star}

⇒ energia total emitida em todas as direções

$$L = \frac{\Delta E}{\Delta t}$$

Fluxo emitido na superfície da estrela $F(R_{\star})$

$$F(R_{\star}) = \frac{L_{\star}}{4 \pi R_{\star}^2}$$

Fluxo observado

$$F(d) = \left(\frac{R_{\star}}{d} \right)^2 F(R_{\star})$$

Lei de Stefan – Boltzmann

$$F(R_{\star}) = \int B_{\nu} d\nu = \sigma T_{\text{ef}}^4$$

$$\sigma = 5,67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ K}^{-4} \text{ s}^{-1}$$

$$L_{\star} = 4 \pi R_{\star}^2 \sigma T_{\text{ef}}^4$$

→

$$R_{\star} = \left(\frac{L_{\star}}{4 \pi \sigma T_{\text{ef}}^4} \right)^{\frac{1}{2}}$$

→ Raio Estelar

Raio Estelar (R_*)

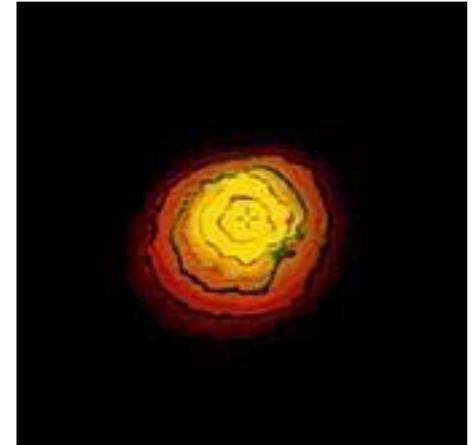
Maioria das estrelas: pontos de luz sem resolução angular, à exceção de algumas dúzias (ex. Betelgeuse: $R \sim 300 R_\odot$).

Para obter raio da maioria das estrelas: mede-se L_* e T_* e empregam-se as relações:

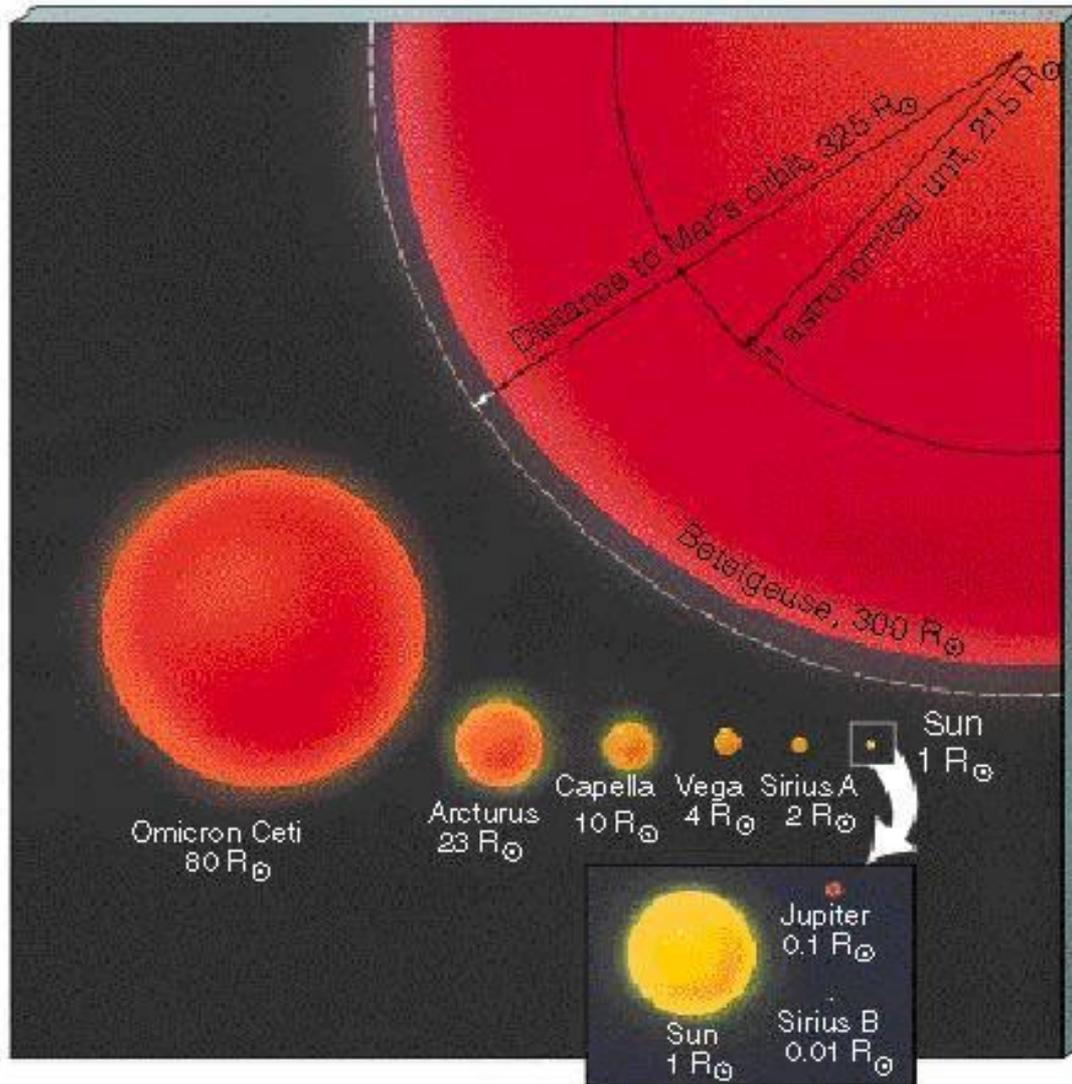
$$L_* = F_* (4 \pi R_*^2)$$

Onde F_* é o fluxo emitido **na superfície** (lei de Stefan-Boltzmann):

$$F_* = \sigma T_*^4$$



Raios Estelares (R_*)



Escalas de Magnitudes

- (a) Magnitude Aparente
- (b) Magnitude Absoluta
- (c) Módulo de Distância
- (d) Magnitude Bolométrica
- (e) Índice de cor

Magnitude Aparente

- No séc. II a.c., Hiparco classifica as estrelas em magnitudes (mais tarde refinada por Ptolomeu):
 - As estrelas mais brilhantes são de **1^a magnitude**
 - As estrelas mais fracas (**visível a olho nu**) são de **6^a magnitude**.
 - A escala de Hiparco segue a sensibilidade da **visão humana**: logarítmica.
 - É uma escala de brilho aparente.
- **É uma escala invertida:**
 - **maior brilho tem a menor magnitude.**
- A **escala de magnitude usada hoje** é descendente direta da escala de Hiparco.

Magnitude Aparente

- Estrelas mais brilhantes \Rightarrow 1ª magnitude

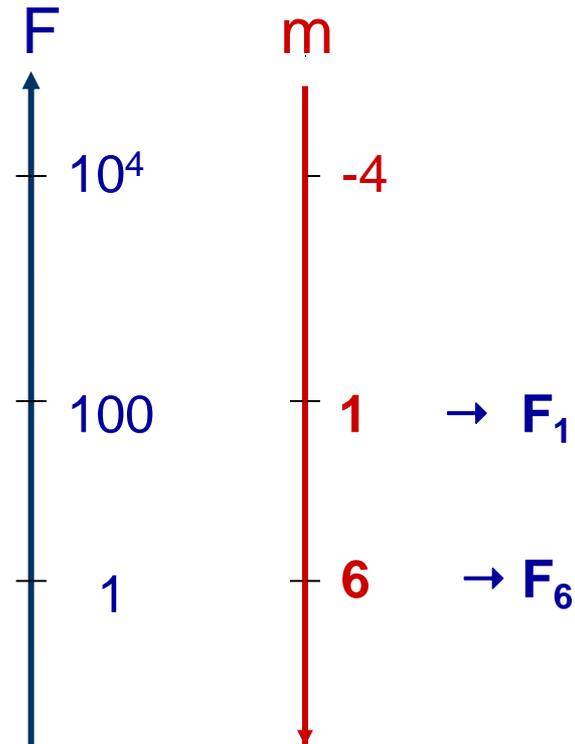
magnitude aparente $m_1 \Rightarrow F_1$.

- Estrelas de menor brilho 6ª magnitude,

magnitude aparente $m_6 \Rightarrow F_6$.

- Relação aproximada entre as escalas:

$$\Rightarrow F_1 = 100 F_6.$$



Magnitudes aparentes, correspondem ao brilho (fluxo) que observamos.

Olho humano detector logarítmico

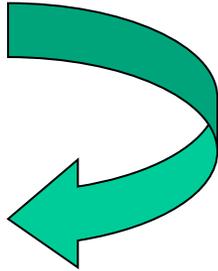
- $\Delta m = m_6 - m_1 = 5 \Rightarrow F_1 / F_6 = 100$
- $\Delta m = m_2 - m_1 = 1 \Rightarrow F_1 / F_2 = 100^{1/5} = 2,512$

Então:

$$F_1 / F_2 = 100^{\Delta m / 5}$$

$$\log \frac{F_1}{F_2} = \left(\frac{m_2 - m_1}{5} \right) \log 100 \quad \longrightarrow \quad \log \frac{F_1}{F_2} = 0,4 (m_2 - m_1)$$

$$m_2 - m_1 = 2,5 \log \frac{F_1}{F_2}$$



Olho humano → detector logarítmico

- $\Delta m = m_6 - m_1 = 5 \Rightarrow F_1 / F_6 = 100$
- $\Delta m = m_2 - m_1 = 1 \Rightarrow F_1 / F_2 = 100^{1/5} = 2,512$

Então: $F_1 / F_2 = 100^{\Delta m / 5}$

Por exemplo (vou deixar para vocês demonstrarem que):

Se uma fonte tem

magnitude 1 = fluxo 100, então

magnitude 2 = fluxo 39,8 [energia/(tempo×área²);

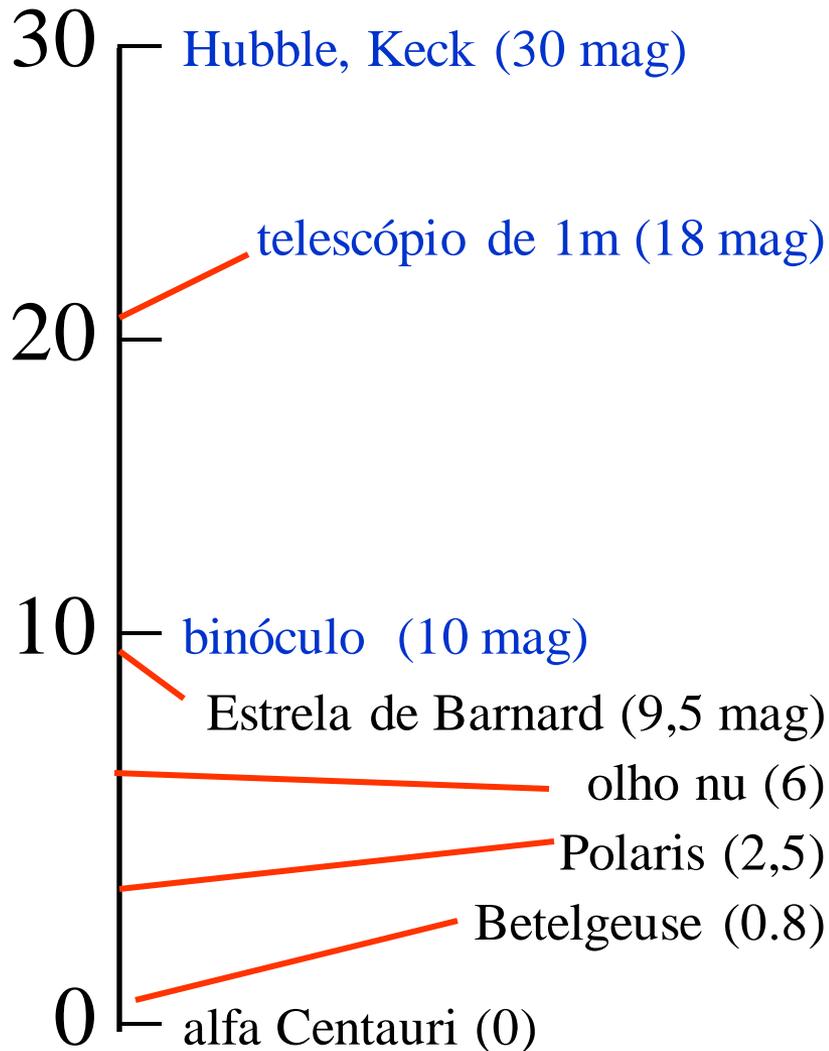
magnitude 3 = fluxo 15,8;

magnitude 4 = fluxo 6,31;

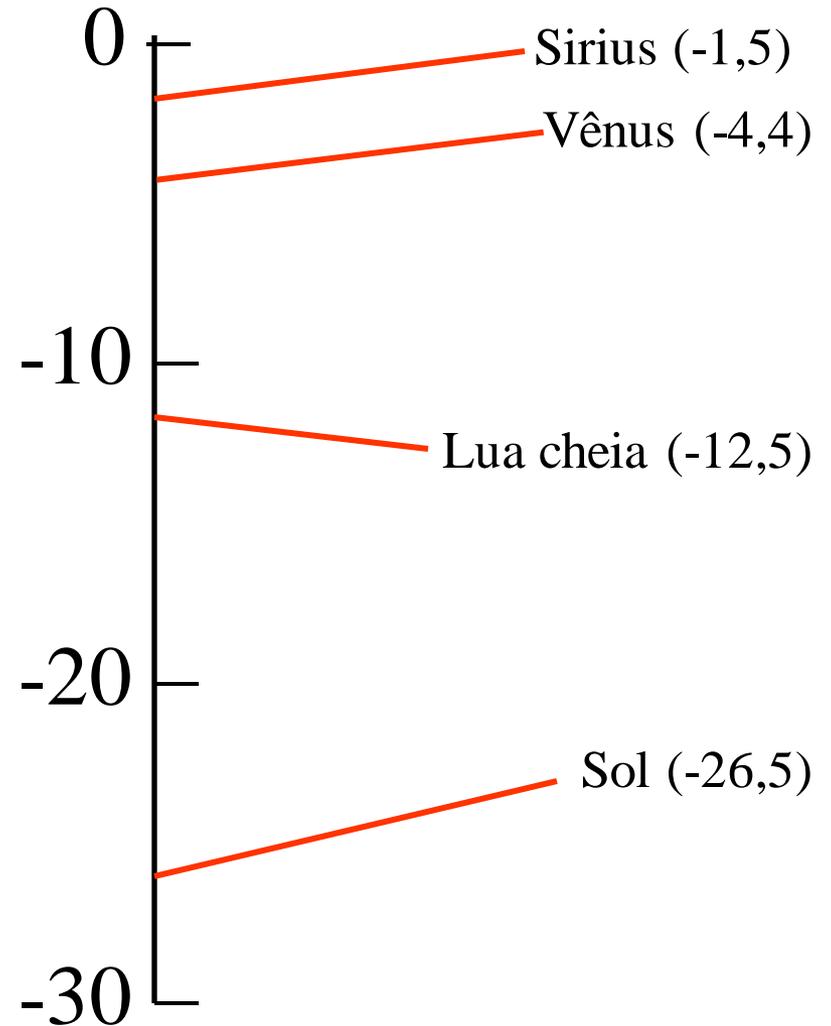
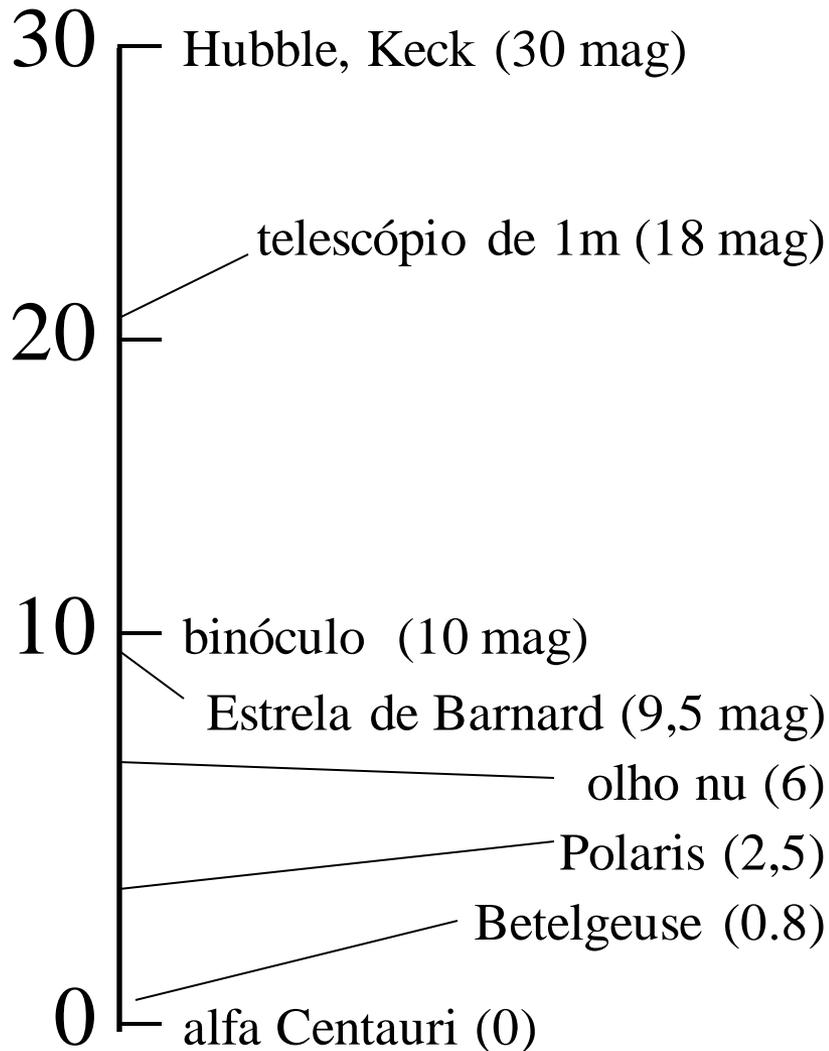
magnitude 5 = fluxo 2,51;

magnitude 6 = fluxo 1.

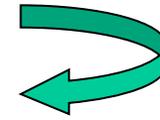
Escala de magnitude aparente extendida: incluir objetos mais fracos



Escala de magnitude aparente estendida: incluir objetos mais fracos e mais brilhantes



Expressão genérica \Rightarrow magnitude zero
fluxo de calibração



Assumindo que:

$$m_1 = 0 \Rightarrow F_1 = F_0 = \text{constante.}$$

Para estabelecermos a magnitude m de uma estrela,
vamos supor que seu fluxo seja F :

$$m_2 - m_1 = 2,5 \log \frac{F_1}{F_2} \quad \longrightarrow \quad m - 0 = 2,5 \log \frac{F_0}{F}$$

$$m = 2,5 \log F_0 - 2,5 \log F$$

$C = \text{cte.}$

$$m = C - 2,5 \log F$$

Lembrando que o fluxo observado depende da distância:

$$F(d) = \frac{L}{4\pi d^2} \quad \longrightarrow \quad m = C - 2,5 \log F$$

$$m = C - 2,5 \log L + 2,5 \log(4\pi d^2)$$

$$m = C' - 2,5 \log L + 5 \log d$$

onde $C' = C + (2,5 \log 4\pi)$ e

m é a magnitude aparente da estrela.

Exercício

Duas estrelas A e B têm luminosidades $6,4$ e $0,4 L_{\odot}$, respectivamente. Ambas são observadas com o mesmo brilho (magnitude) aparente. Qual é a estrela mais distante?

$$m = C - 2,5 \log F$$

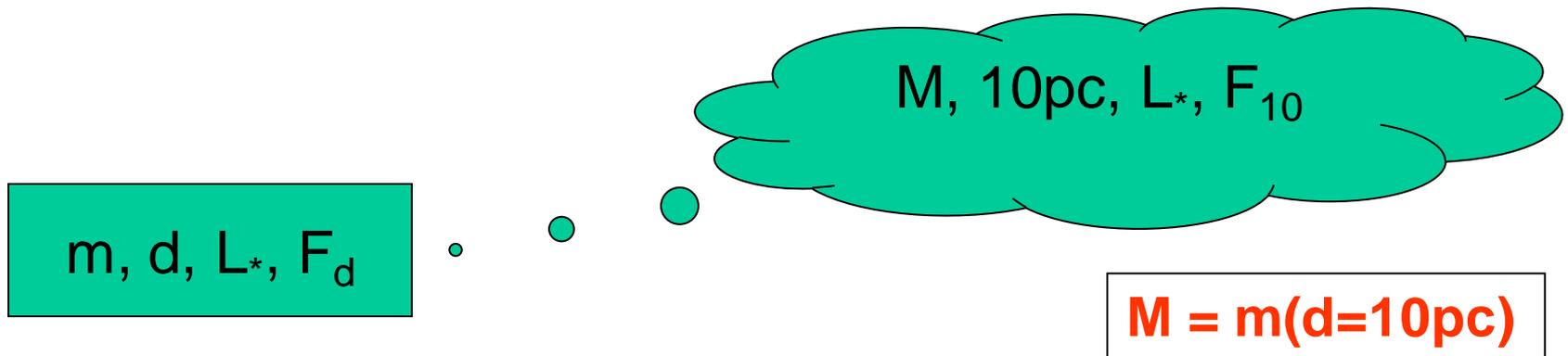
$$F = \frac{L}{4\pi d^2}$$

$$L_A = 6,4 L_{\odot} \text{ e } L_B = 0,4 L_{\odot} ; m_A = m_B$$

$$\left. \begin{aligned} m_A &= C - 2,5 \log \frac{L_A}{4\pi d_A^2} \\ m_B &= C - 2,5 \log \frac{L_B}{4\pi d_B^2} \end{aligned} \right\} \begin{aligned} \frac{L_A}{4\pi d_A^2} &= \frac{L_B}{4\pi d_B^2} \\ \frac{6,4}{0,4} &= \left(\frac{d_A}{d_B} \right)^2 \Rightarrow \frac{d_A}{d_B} = \sqrt{16} \end{aligned}$$
$$d_A = 4d_B$$

Magnitude Absoluta (M)

- Para comparação entre diversas estrelas supoe-se uma mesma distância para todas:



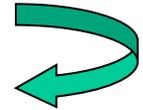
$$m = C' - 2,5 \log L + 5 \log d$$

$$M = C' - 2,5 \log L + 5$$

Módulo de distância (m-M)

- Comparação entre magnitudes aparente (observada) e absoluta (determinada conhecendo-se a luminosidade da estrela).

m - M



$$m - M = (C' - 2,5 \log L + 5 \log d) - (C' - 2,5 \log L + 5)$$

$$m - M = 5 \log d - 5$$



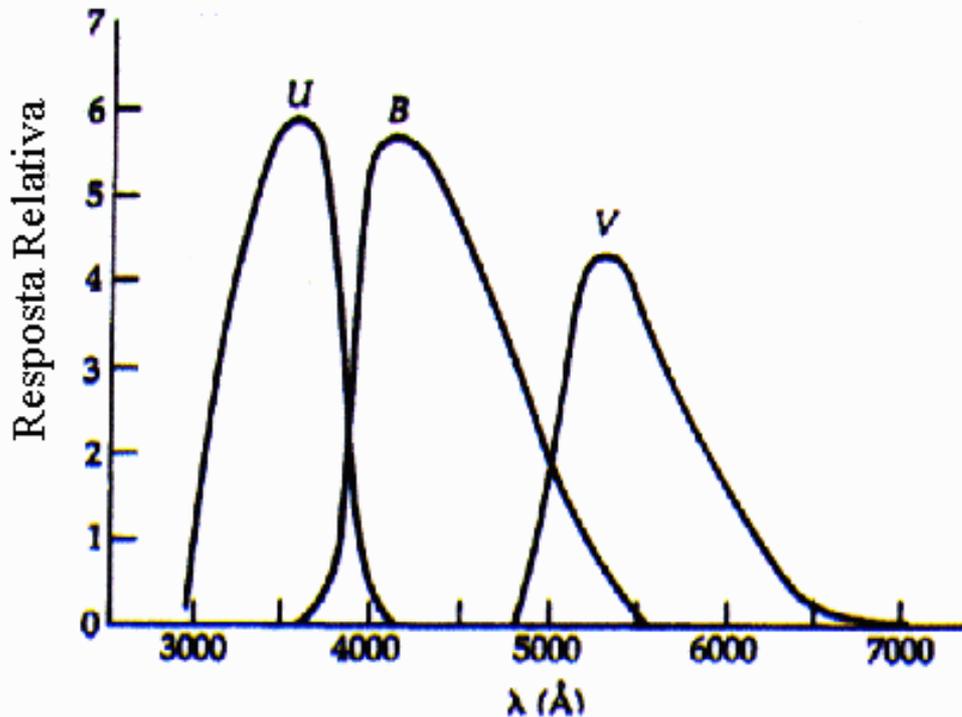
$$m - M = 5 \log \frac{d}{10}$$

ATENÇÃO: distância em pc.

(*) Supondo ausência de extinção interestelar.

Índice de Cor

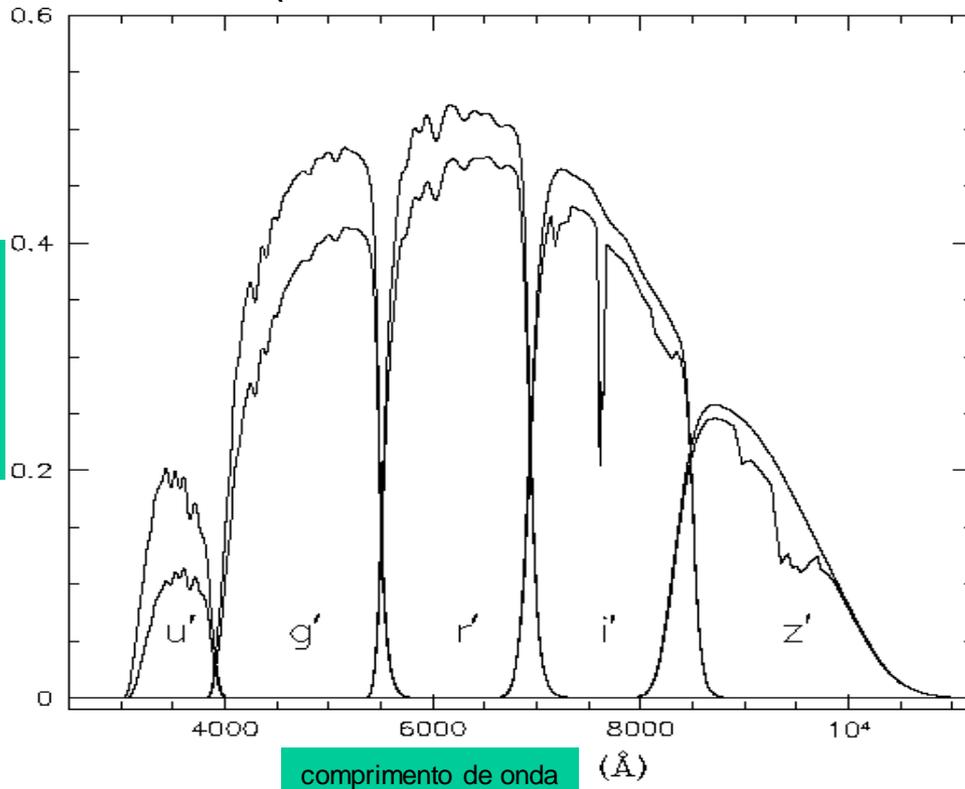
- Definido em função das magnitudes aparentes medidas em diferentes bandas espectrais (filtros).
- Ex: Sistema fotométrico Johnson: bandas U ($\lambda=350\text{nm}$), B($\lambda=450\text{nm}$) e V($\lambda=550\text{nm}$)



- U, B e V representam os brilhos ou magnitudes aparentes (m_U , m_B , m_V) nas bandas do ultravioleta, azul e visível.
- Os sistemas fotométricos também se estendem para outras faixas espectrais como o vermelho (R,I) e o infravermelho (J, H, K, L, M..)

Índice de Cor

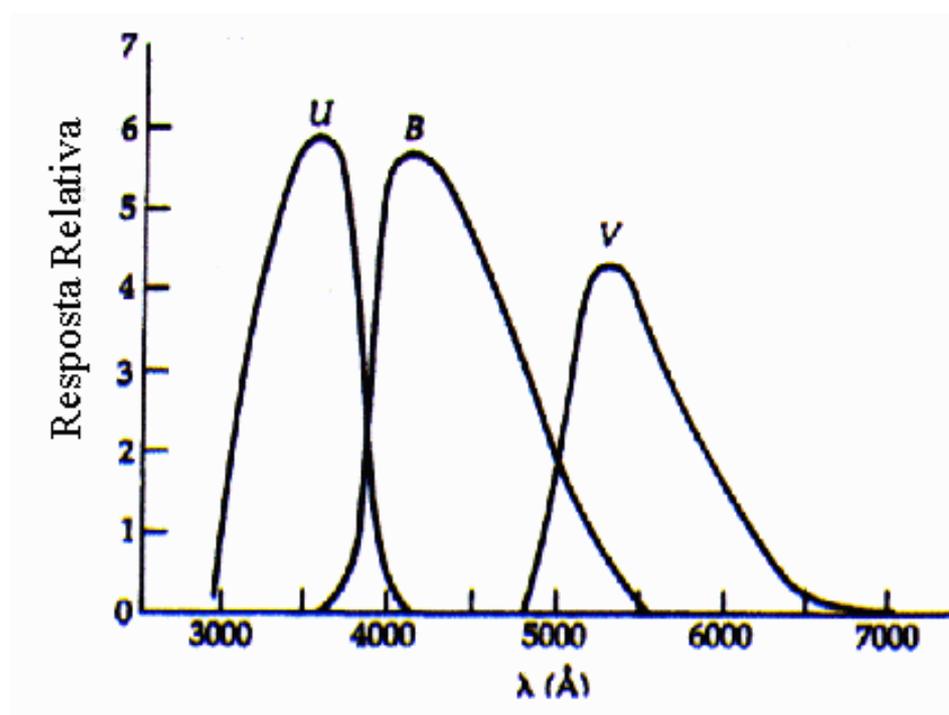
- Índice de cor é a **diferença entre magnitudes aparentes (brilhos) de duas bandas.**
- Por exemplo:
 - B–V, V–R, H–K, g'-r', etc...
 - Por convenção, fazemos:
(banda mais azul – banda mais vermelho)



- Existem outros sistemas (filtros):
 - u', g', r', i', z'

Índice de Cor (B-V)

$$B-V = m_B - m_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$$



Índice de Cor e Temperatura

O índice de cor: depende da **temperatura da estrela**

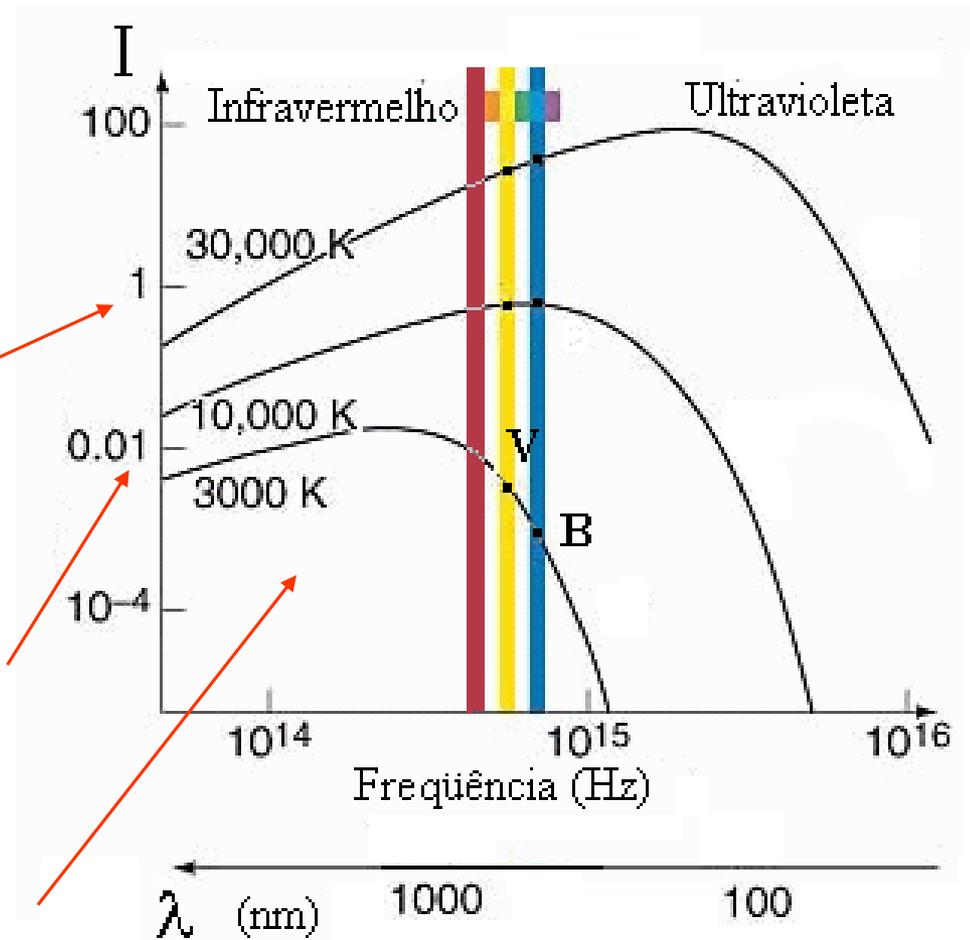
Considere três estrelas *a*, *b*, *c* :

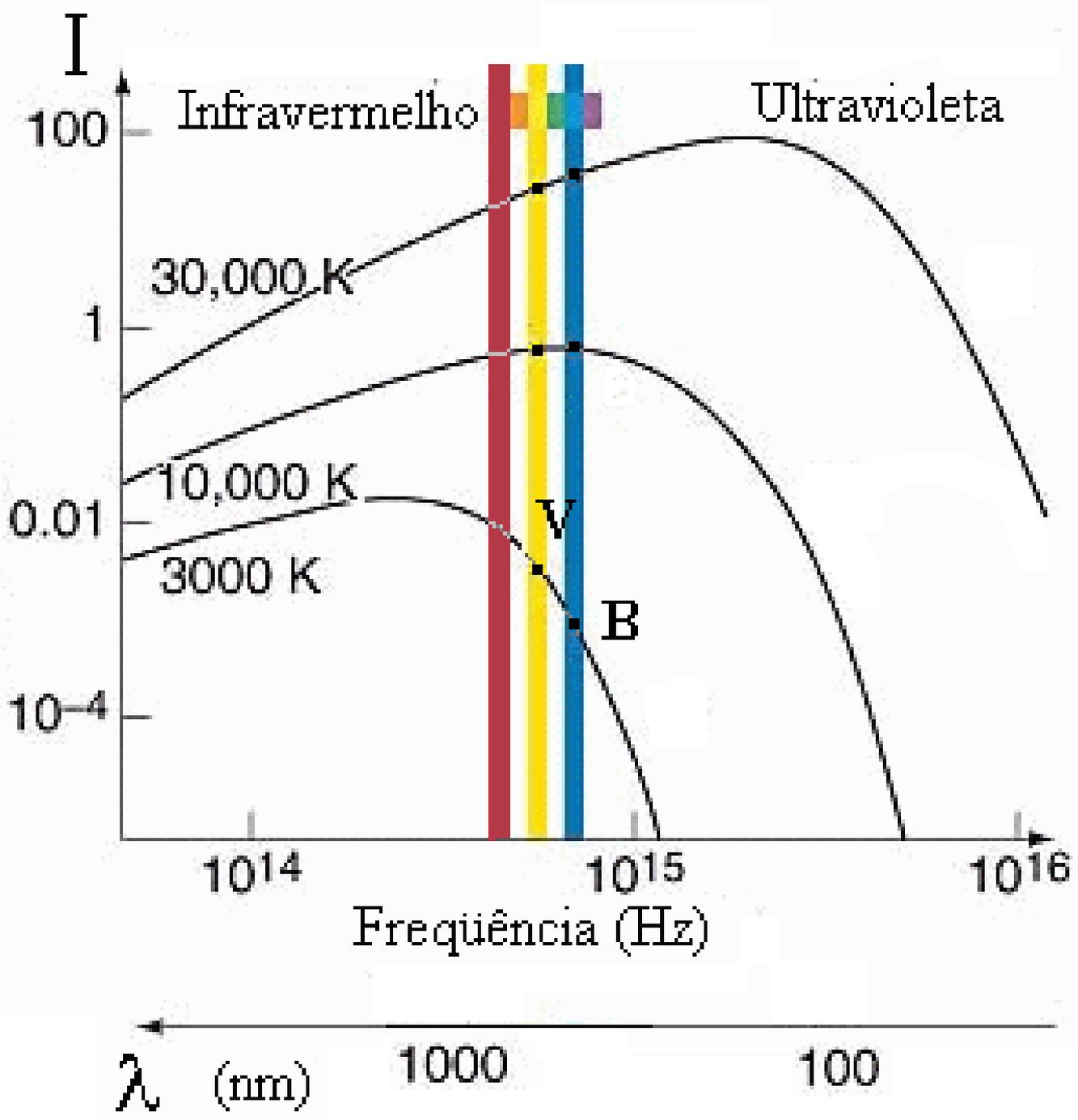
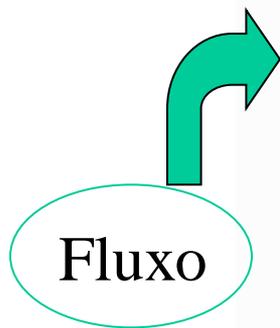
$$T_a > T_b > T_c$$

(a) **Estrela quente (30.000 K)**: sua intensidade (e fluxo) na banda azul (B) > banda visível (V),

(b) **T=10.000 K**: intensidades em B e V são iguais,

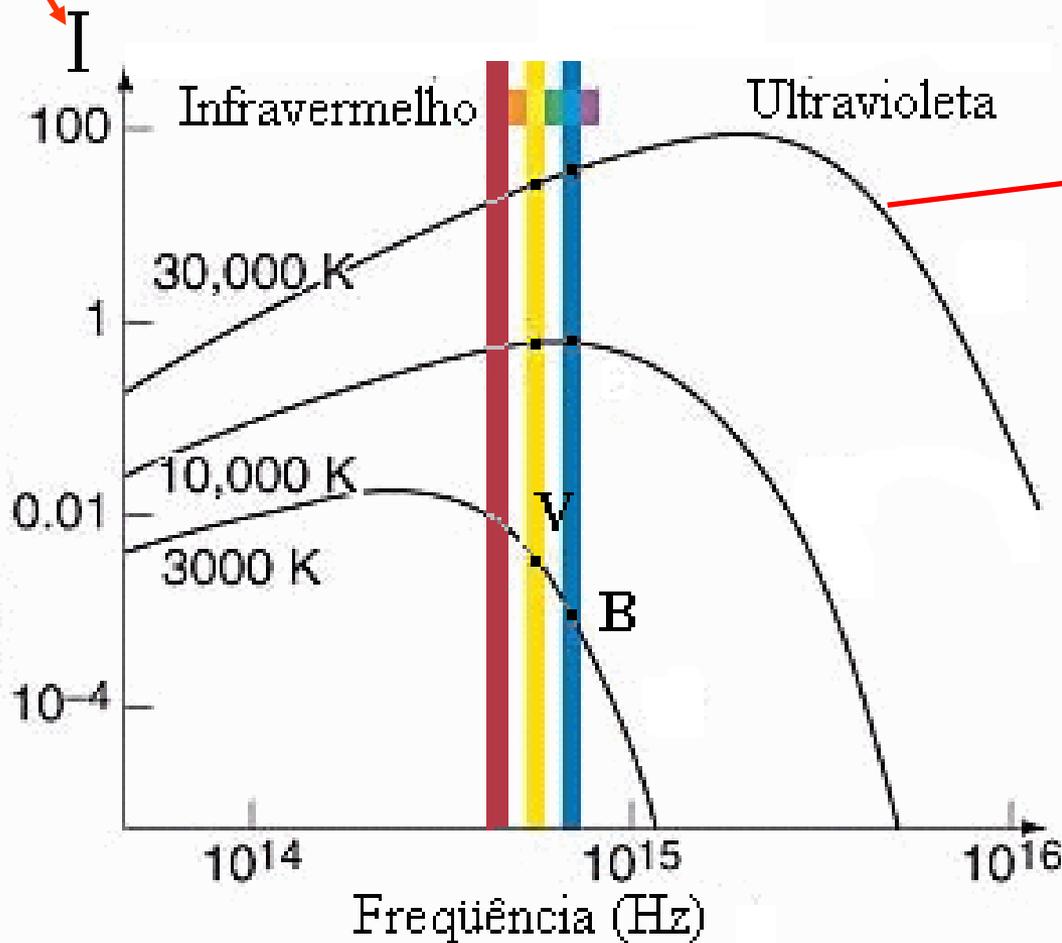
(c) **Estrela fria (3.000 K)**: intensidade em B < V.





$$B-V = m_B - m_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$$

Fluxo



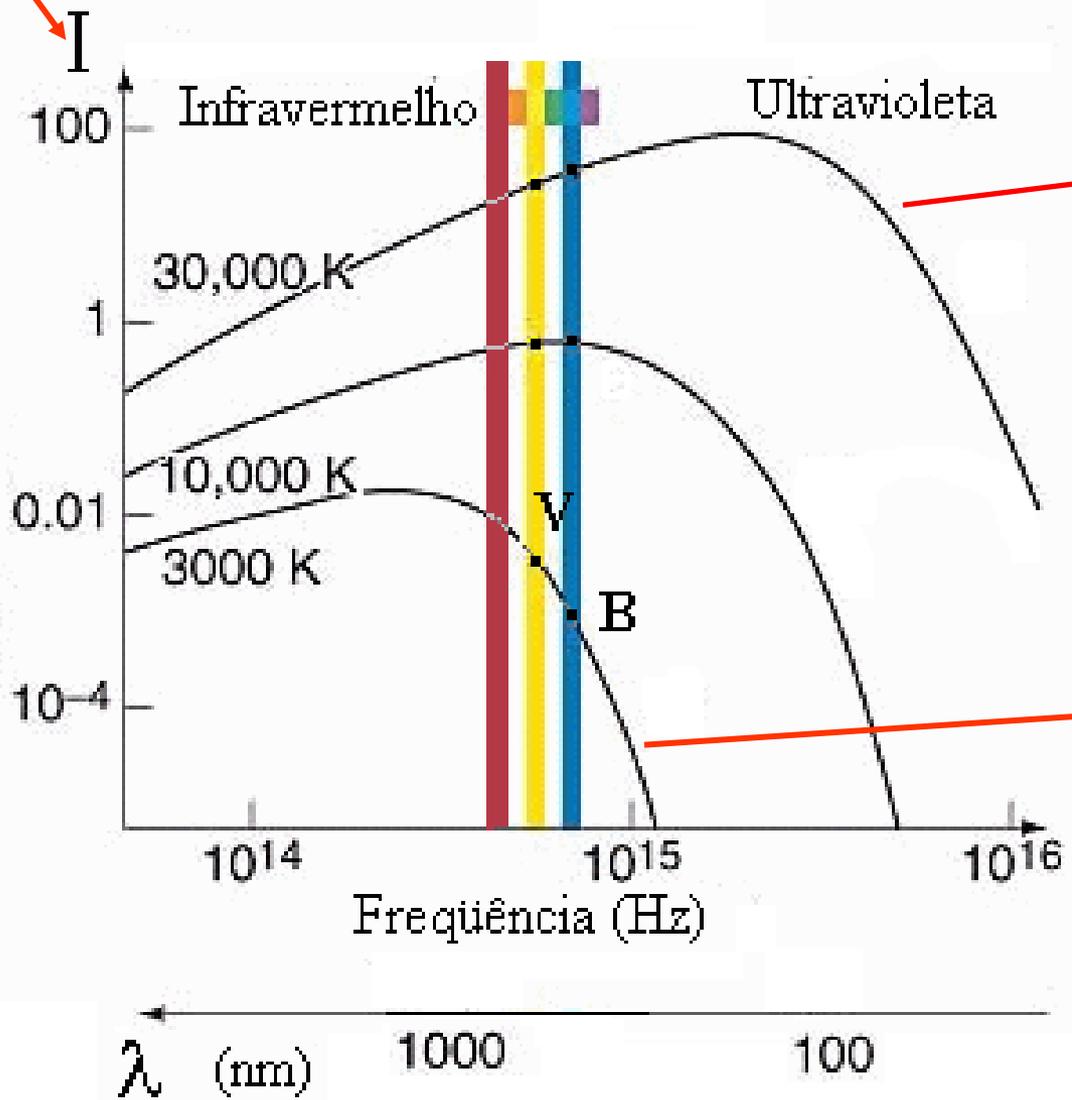
$$F_B > F_V \Rightarrow B < V$$

$$[B-V] < 0$$

Estrela quente, azulada

Fluxo

$$B-V = m_B - m_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$$



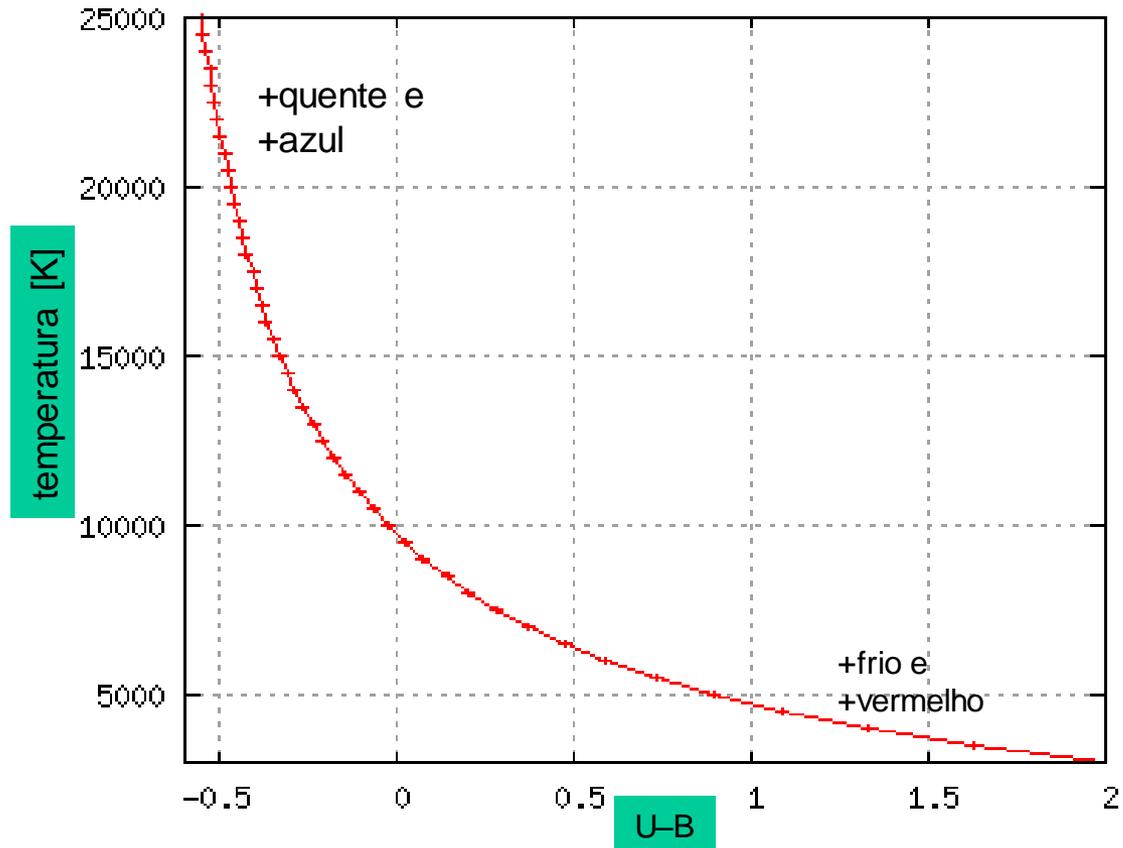
$F_B > F_V \Rightarrow B < V$
 $[B-V] < 0$
Estrela quente, azulada

$F_B < F_V \Rightarrow B > V$
 $[B-V] > 0$
Estrela fria, avermelhada

Índice de Cor e Temperatura

- Índice de cor é a diferença entre magnitudes aparentes de duas bandas.

Em estrelas (e corpos negros): o índice de cor fornece medida da temperatura.



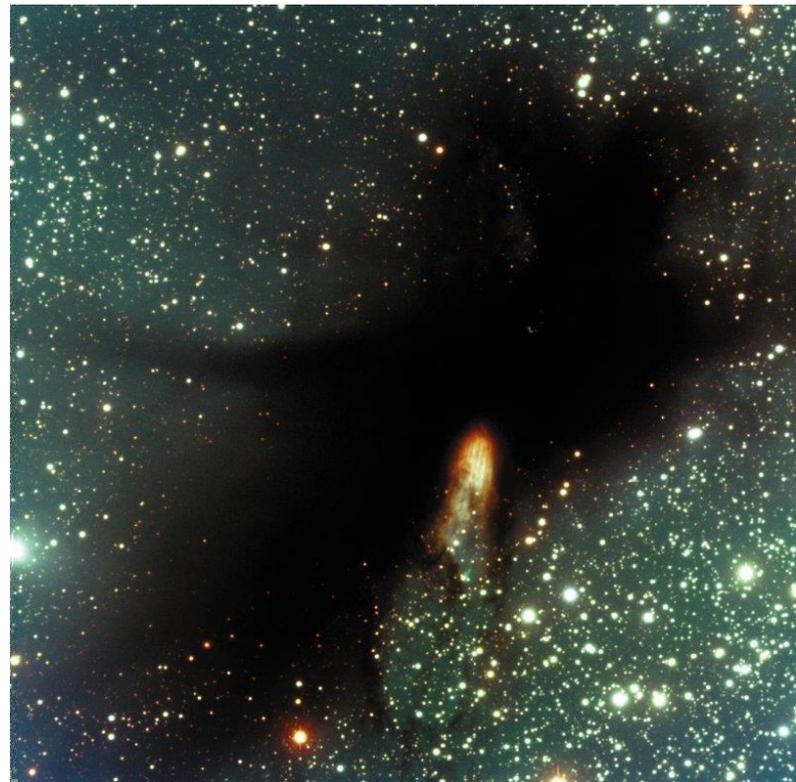
Absorção e avermelhamento

- No final do séc. XVIII, William Herschel achava que haviam buracos no céu.
- No séc. XIX reconhecia-se que em algumas regiões as estrelas eram mais “apagadas”.
- No início do séc. XX, foi sugerido que haviam corpos que causavam o obscurecimento.



Absorção e avermelhamento

- A partir de 1930 ficou claro que havia poeira no meio interestelar.
- A poeira é responsável pela absorção que é seletiva, depende do comprimento de onda.
 - ⇒ regiões de poeira interestelar são transparentes aos λ 's rádio ou infravermelho (λ 's $\gg 10^{-7}$ m)
 - ⇒ opacos aos λ 's ultravioleta e raios X (λ 's $\ll 10^{-7}$ m).



Absorção e avermelhamento

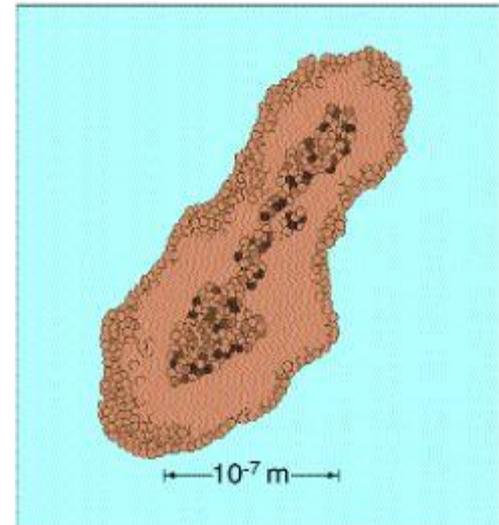
- No meio interestelar tem poeira.

consiste de aglomerados de átomos e moléculas

– semelhante a poeira de giz, de fumaça ou névoa.

Diâmetro típico de uma partícula
de poeira:

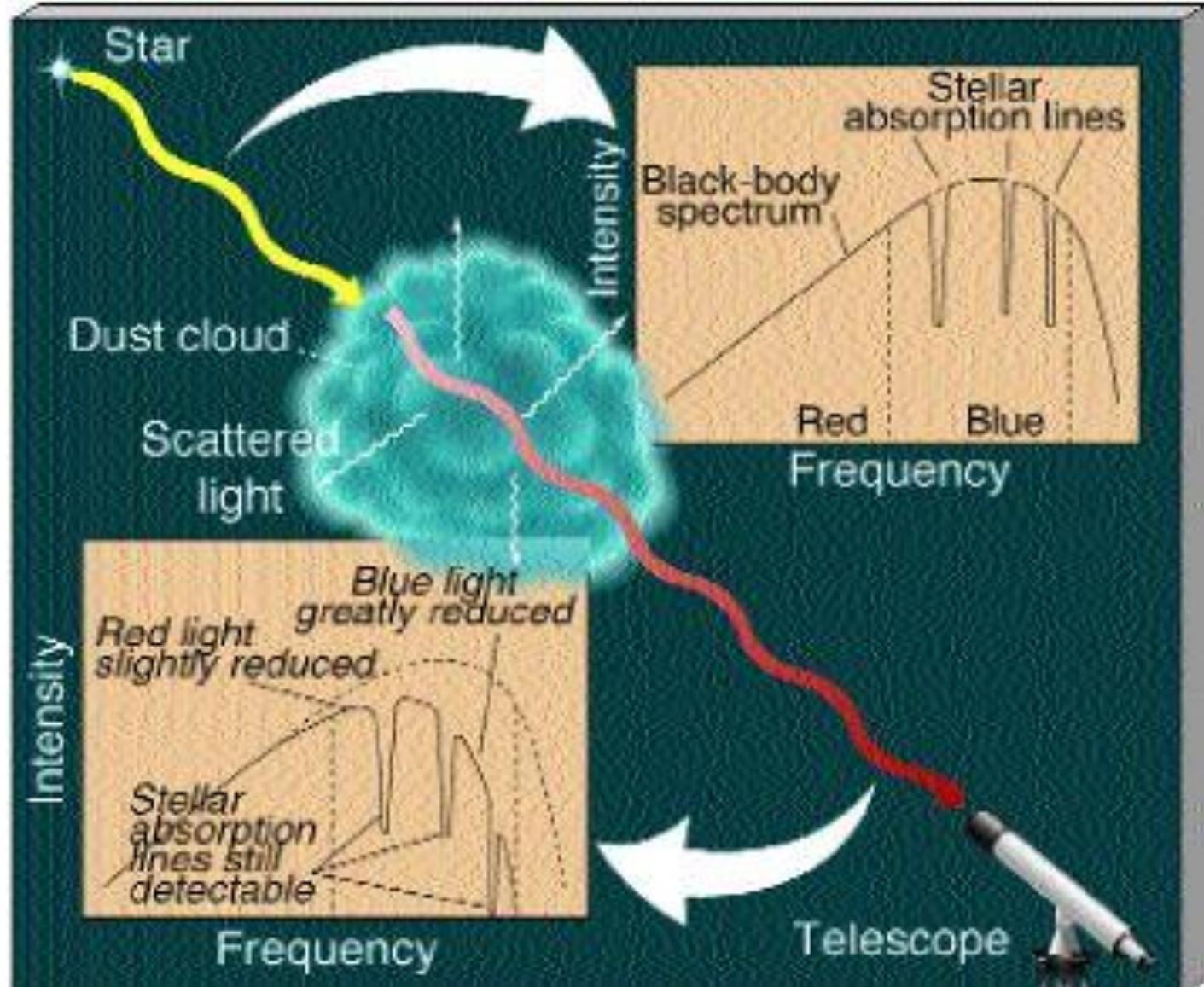
10^{-7} m, comparável em tamanho
ao λ da luz visível



Só começamos a entender sua natureza no Séc. XX.

Poeira pode modificar a cor de uma estrela.

⇒ as estrelas tendem a parecer mais **vermelhas** do que realmente são.



A diminuição geral da luz das estrelas pela matéria interestelar é chamada **extinção**.

Extinção afeta o brilho aparente

$$m = C - 2,5 \log F + A_\lambda$$

logo, pode afetar a distância

$$m - M = 5 \log \left(\frac{d}{10} \text{ pc} \right) + A_\lambda$$

Reescrevendo da seguinte forma:

$$\log d = \frac{(m - M - A_\lambda)}{5} + 1$$

- Como A_λ é positivo, a distância é realmente menor.

Como A_λ é positivo, a distância é realmente menor.

– Por exemplo, supondo uma estrela $m = 3$ e $M = -1$

– Tomando $A_\lambda = 0 \rightarrow \log d = \frac{(m - M - A_\lambda)}{5} + 1$

$$\log d = \frac{(3 + 1 - 0)}{5} + 1 = 1,8 \quad \longrightarrow \quad d = 63 \text{ pc}$$

Mas se $A_\lambda = 1$

$$\log d = \frac{(3 + 1 - 1)}{5} + 1 = 1,6 \quad \longrightarrow \quad d = 40 \text{ pc}$$

Ignorando efeito da poeira, superestimamos as distâncias

Magnitude Bolométrica

Observações são feitas em bandas, i.e., *intervalos de comprimento de onda* (ou frequência, ou energia).

$$m_{\lambda} \Rightarrow F_{\lambda}$$

- A magnitude medida usando todo o espectro é chamada bolométrica.
 - Isto é calculado, assumindo uma forma para o espectro e extrapolando a observação em uma ou mais bandas.

$$m_{bol} \propto \int_0^{\infty} F_{\lambda} d\lambda \quad \longrightarrow \quad F_{bol} = F_{Total}$$

**RECORDANDO
O QUE VIMOS ATE AGORA:**

Escalas de Magnitude: **Magnitude Aparente**

As estrelas mais brilhantes são de 1ª magnitude $\rightarrow m_1 \Rightarrow F_1$

As estrelas mais fracas (visível a olho nu) são de

6ª magnitude $\rightarrow m_6 \Rightarrow F_6$

Por convenção $\Rightarrow F_1 = 100 F_6$.

É uma escala logarítmica de brilho aparente.

$$m_2 - m_1 = 2,5 \log \frac{F_1}{F_2}$$

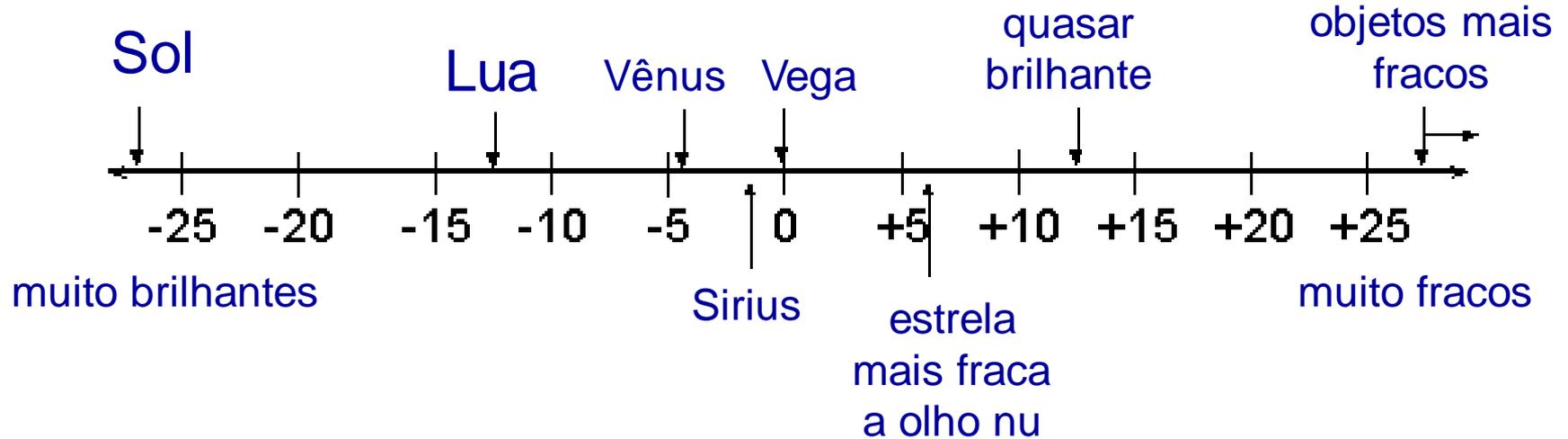
É uma escala invertida:

\rightarrow maior brilho tem a menor magnitude.

$$m = C' - 2,5 \log L + 5 \log d$$

$$C' = C + (2,5 \log 4 \pi)$$

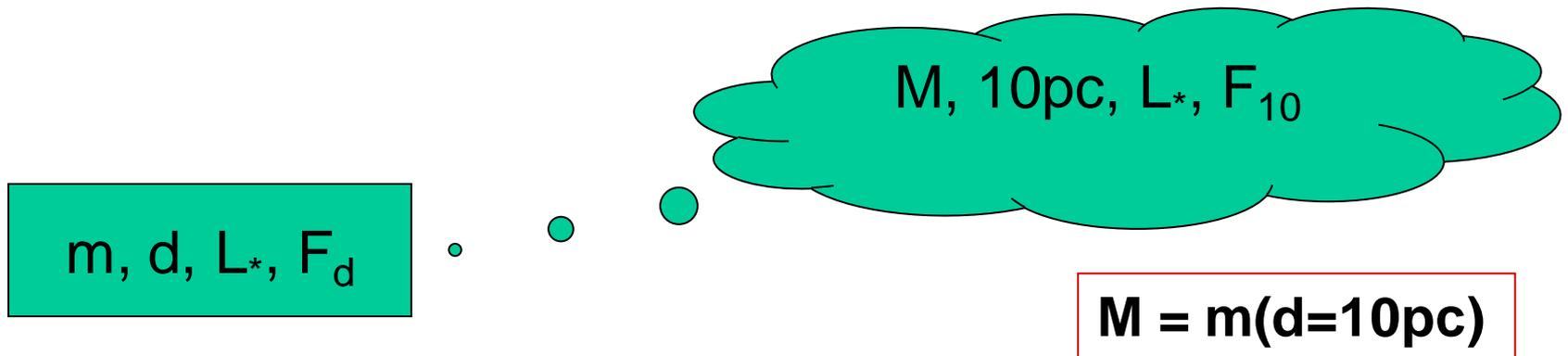
Escala de magnitude aparente estendida: inclui objetos mais fracos (que $m=6$) e mais brilhantes ($m=1$)



F

Magnitude Absoluta

- Para comparação entre diversas estrelas assume-se uma mesma distância para todas:



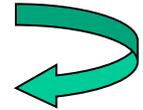
$$m = C' - 2,5 \log L + 5 \log d$$

$$M = C' - 2,5 \log L + 5$$

Módulo de distância

- Comparação entre magnitudes aparente (observada) e absoluta (determinada conhecendo-se a luminosidade da estrela).

$$m - M$$



$$m - M = (C' - 2,5 \log L + 5 \log d) - (C' - 2,5 \log L + 5)$$

$$m - M = 5 \log d - 5$$



$$m - M = 5 \log \frac{d}{10}$$

ATENÇÃO: distância em pc.

(*) Supondo ausência de extinção interestelar.

Índice de Cor

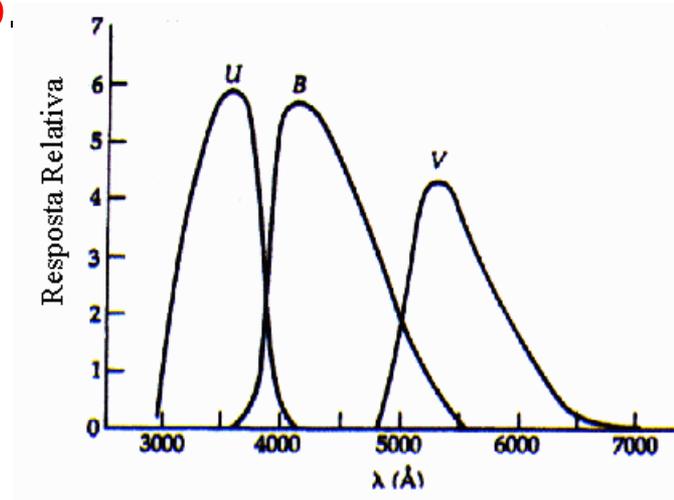
- Índice de cor é a diferença entre magnitudes aparentes (brilhos) de duas bandas de um objeto.

- Por exemplo:

B–V, V–R, H–K, etc...

- Por convenção, fazemos:

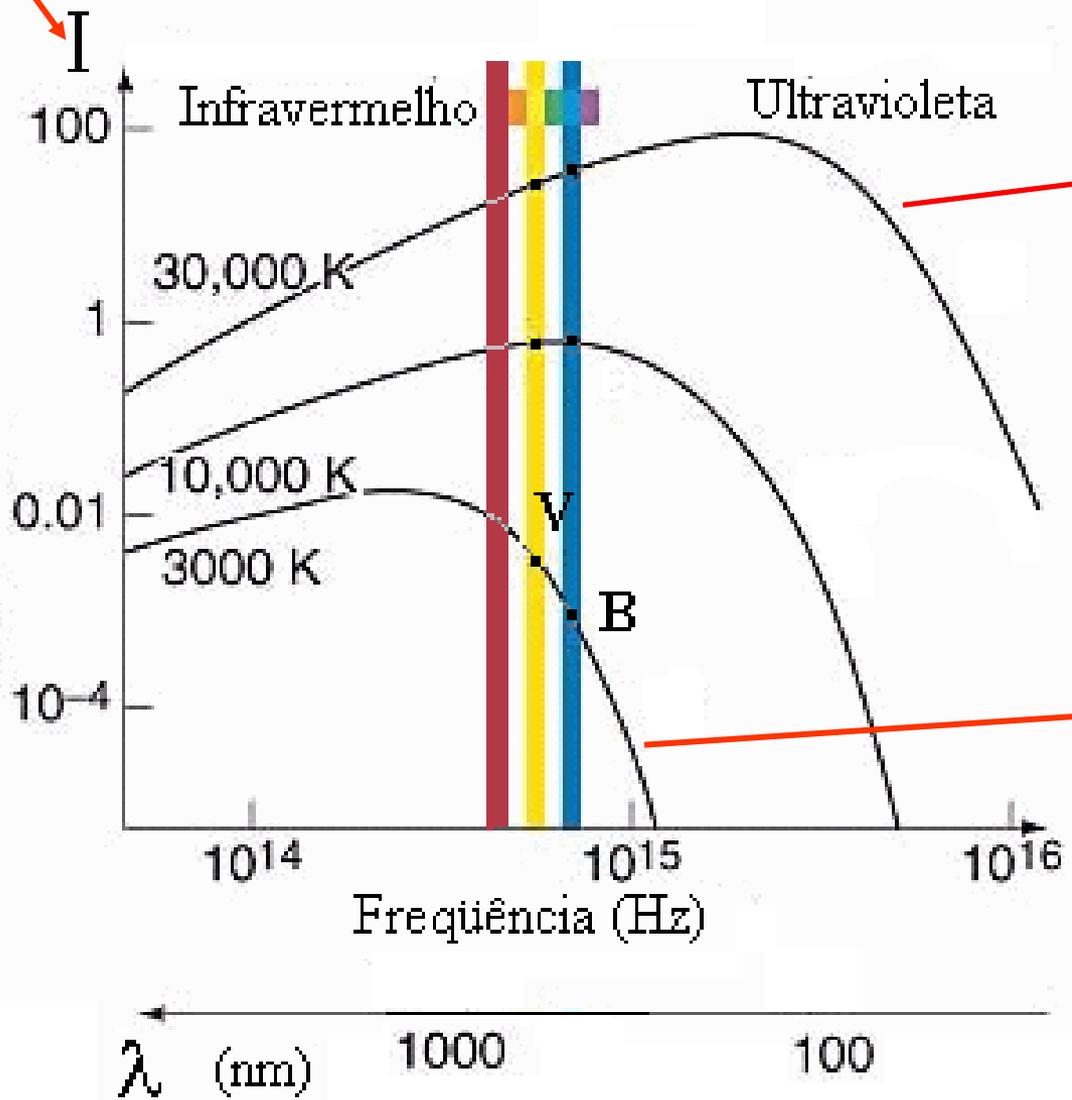
(banda mais azul – banda mais vermelho)



$$B-V = m_B - m_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$$

Fluxo

$$B-V = m_B - m_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$$



$F_B > F_V \Rightarrow B < V$
 $[B-V] < 0$
Estrela quente, azulada

$F_B < F_V \Rightarrow B > V$
 $[B-V] > 0$
Estrela fria, avermelhada

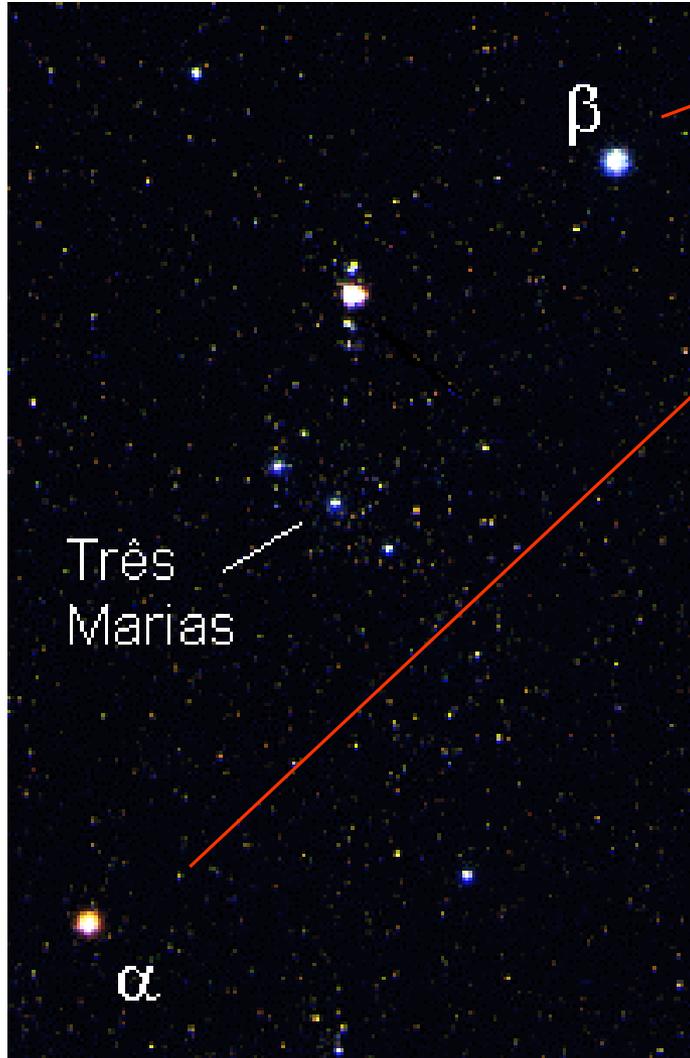
Classificacao Espectral das Estrelas

Temperatura de uma estrela

- Lei de Wien: $T \times \lambda_{\max} = 0,29 \text{ K} \times \text{cm}$
 - mede-se o comprimento de onda que corresponde à emissão do contínuo máxima e obtemos a temperatura.
- Lei de Stefan-Boltzmann: $F = \sigma T^4 \text{ W/m}^2$
 - mede-se o fluxo emitido pela estrela e obtemos a temperatura.
- Índice de cor: $(B-V) = \text{mag}_B - \text{mag}_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$
 - mede-se o índice de cor e obtemos a temperatura.
- Esta temperatura vale para um corpo negro perfeito.
 - Mas apenas aproximadamente igual para uma estrela.
- Lembrando: **esta é a temperatura na superfície da estrela.**

Cores das estrelas

- As cores reais estão relacionadas com o espectro.



- Orion: Rigel (β) é azul (T=15000K)
- Betelgeuse (α) é vermelha (T=3000K)

Plêiades

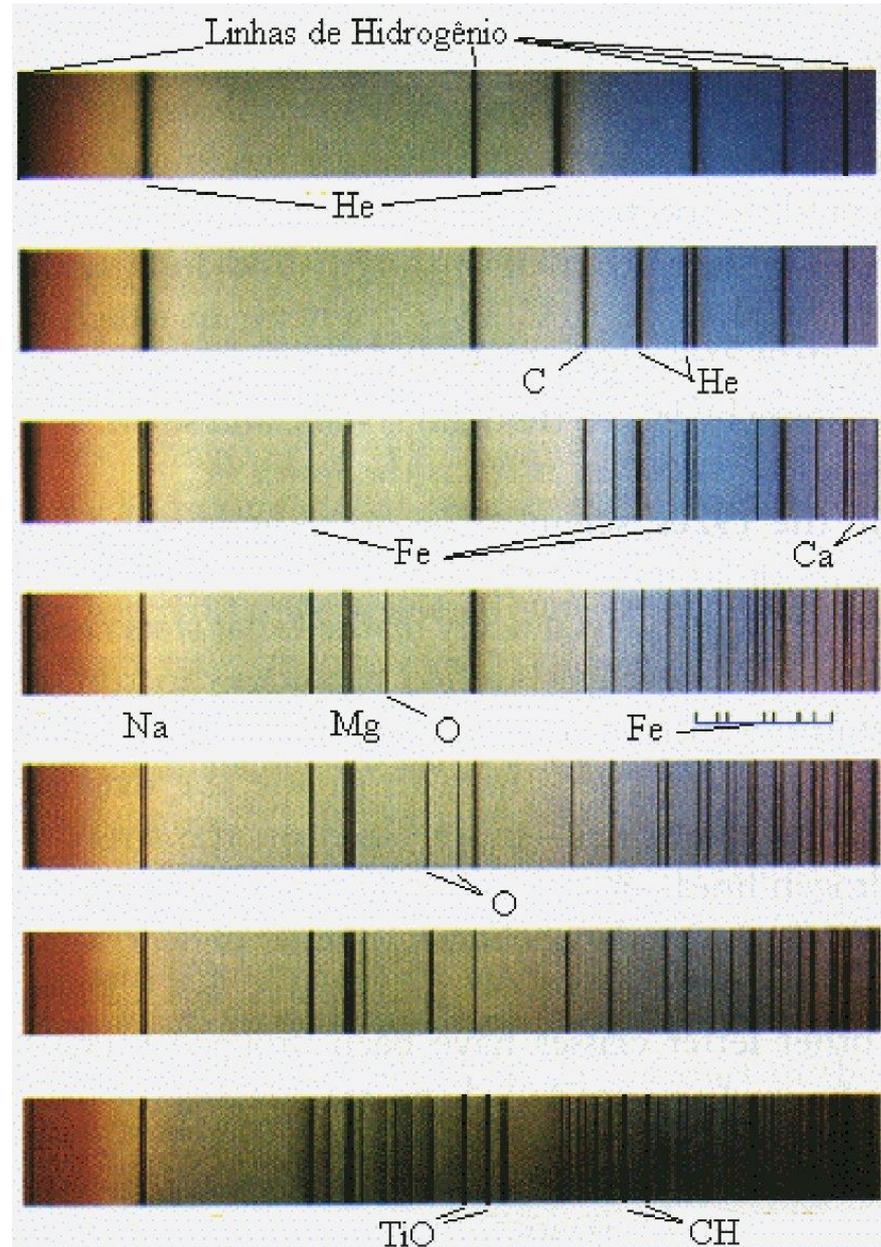


Classificação espectral

- Primeira classificação, Séc XIX: baseada na intensidade das linhas do hidrogênio (série de Balmer).



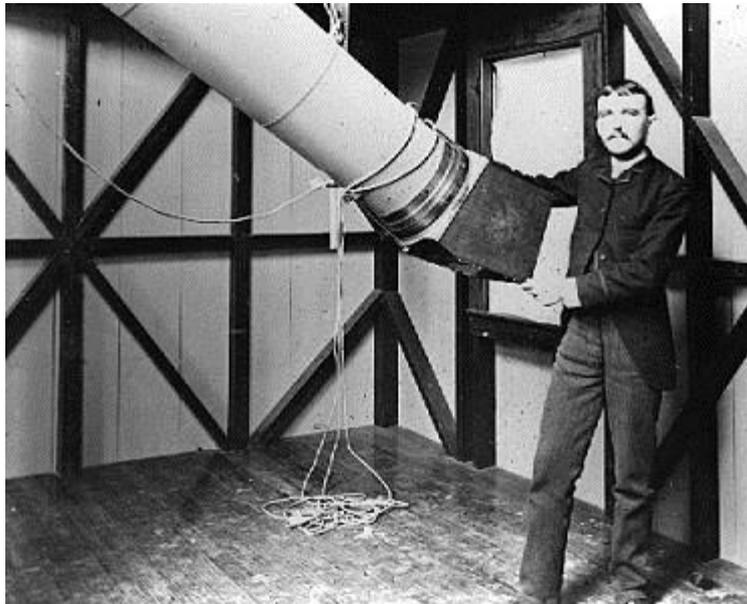
- Nomenclatura adotada: **A, B, C, D, ..., P.**
 - Estrelas “A” teriam as linhas mais fortes.
 - Estrelas “P”: as mais fracas.



Classificação Espectral

Novo esquema: desenvolvido no Observatorio de Harvard no início do Séc. XX.

O trabalho começou por Henry Draper que fotografou o primeiro espectro de Vega em 1872.



Henry Draper (1837-1882) SI neg. 48,235



"Henry Draper observing at Hastings-on-Hudson"
SI neg.# 48,235- A

Cores das estrelas

- Annie J. Cannon, responsável pela classificação espectral.



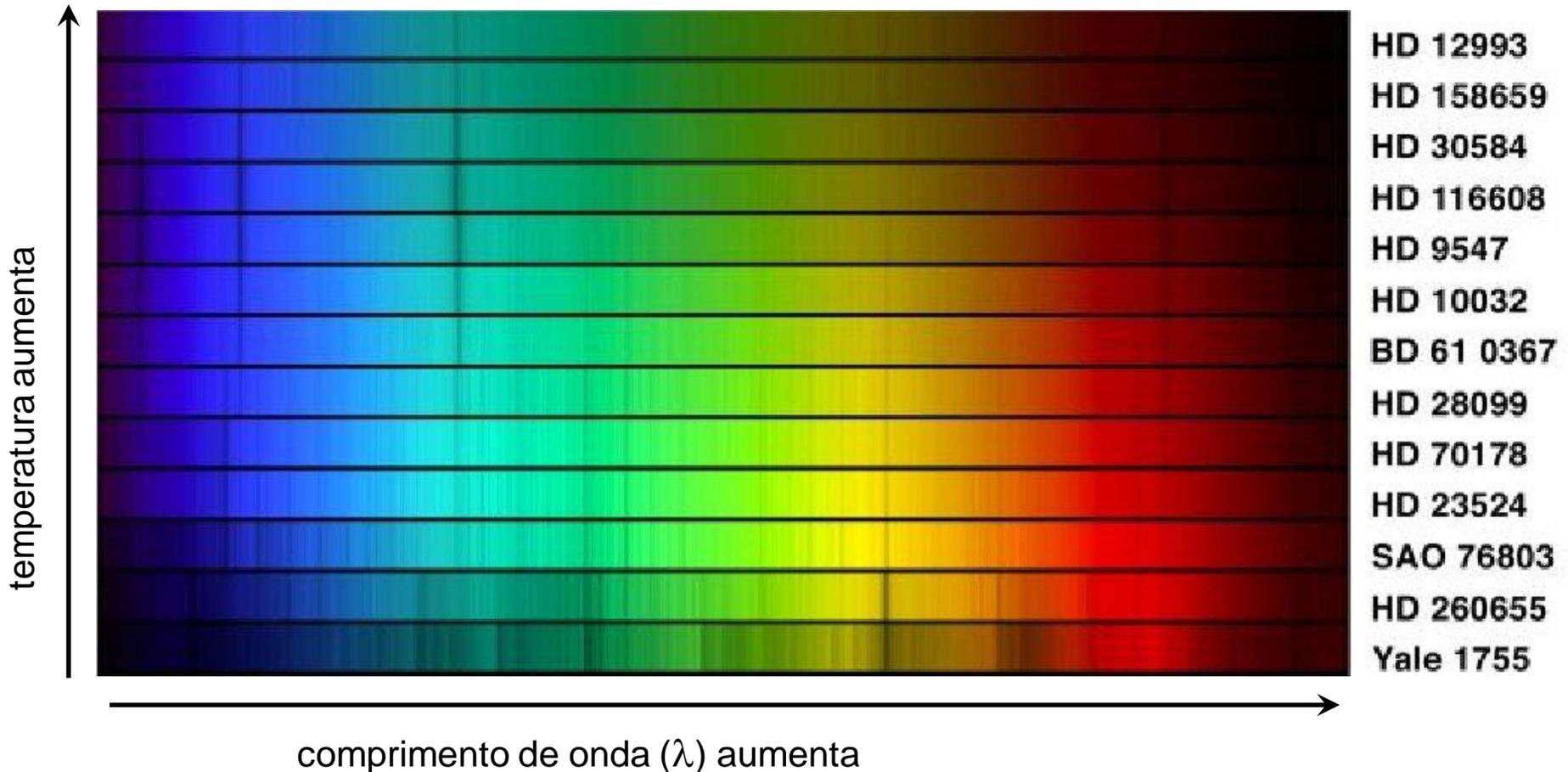
A primeira seqüência foi desenvolvida no Observatório de Harvard em 1910, por Annie J. Cannon e seus colaboradores, essa seqüência recebe o nome de:

Classificação de Harvard.

Trabalho publicado no Henry Draper Catalog (HD) e no Henry Draper Extension (HDE) com mais de 225.000 estrelas

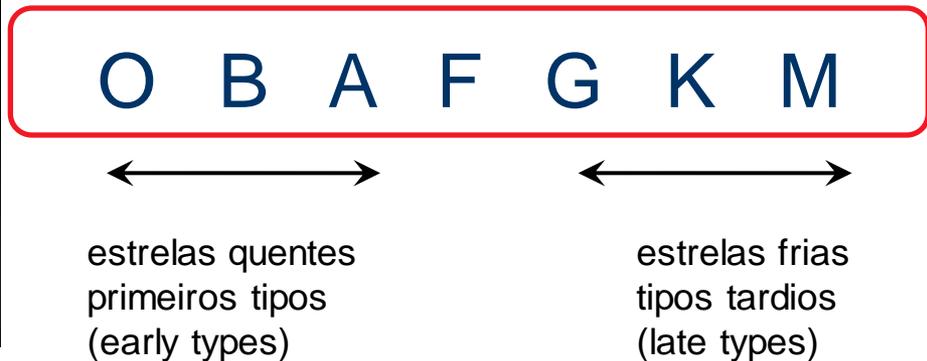
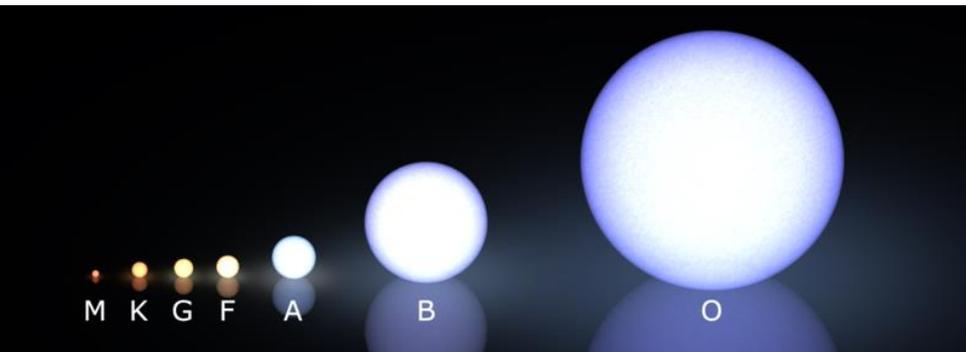
Cores das estrelas

- Pela lei de Wien ($T \times \lambda_{\max} = 0,29 \text{ K} \times \text{cm}$), quanto mais quente, mais azul ($< \lambda$).



Classes espectrais

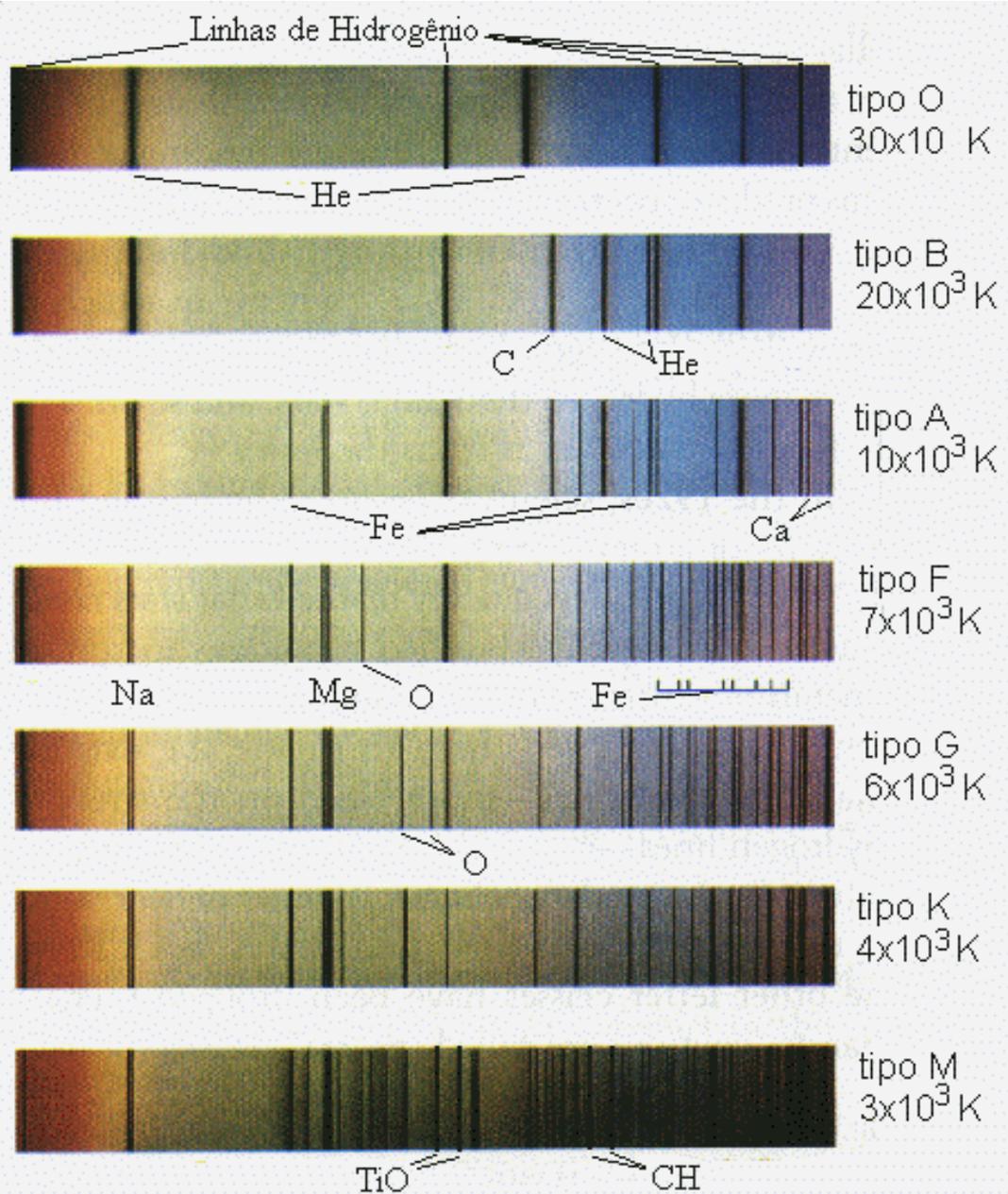
- Nos anos 1920, a classificação é refeita em termos da **temperatura superficial da estrela**.
- Ordem passa a ser:



- Cada tipo é subdividido em **10 sub-classes de 0 até 9**
 - por exemplo: **G0, G1, G2, ..., G9**

Para lembrar: “Oh, Be A Fine Girl, Kiss Me”

Classes espectrais e temperatura superficial



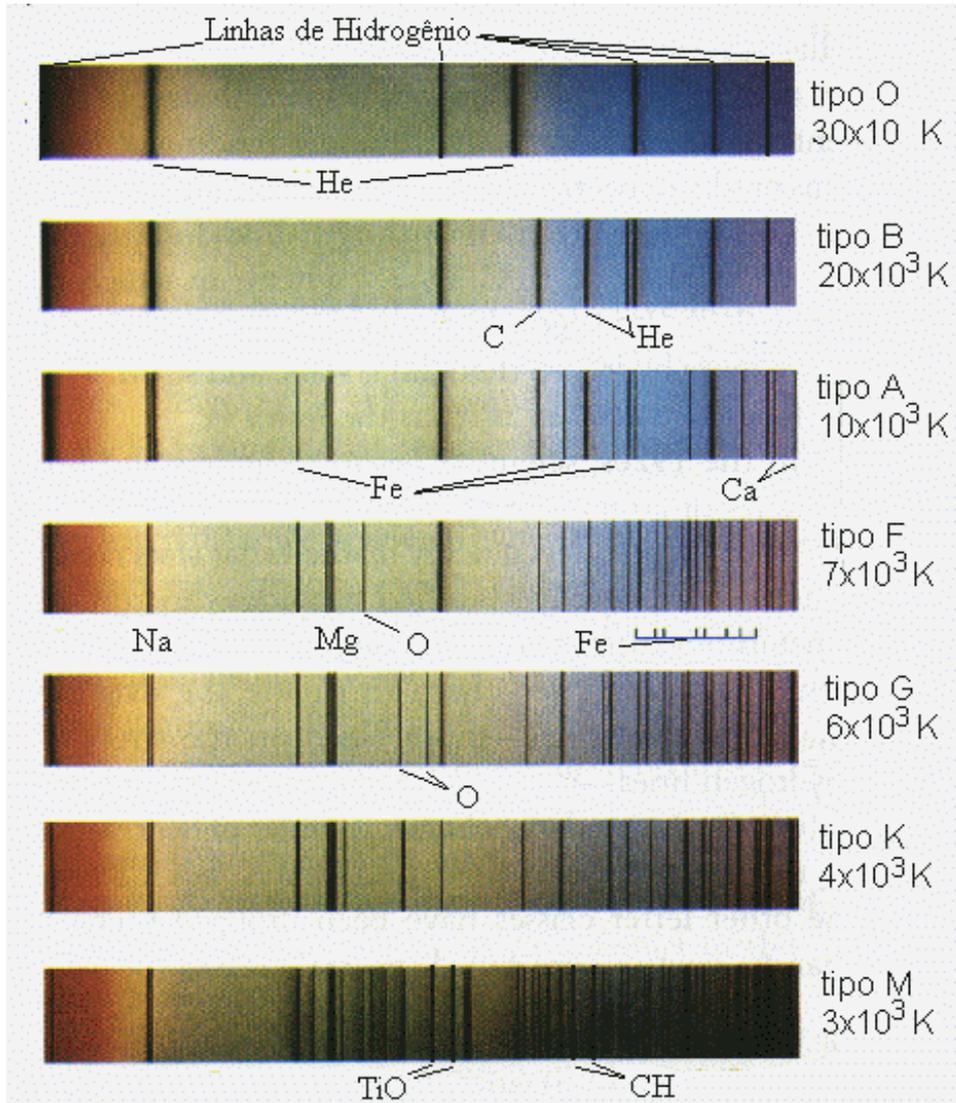
Sol: é classificada como uma estrela **G2**.

É um pouco mais fria que uma G1 e mais quente que uma G3.

Classificação dos Espectros Estelares

700

400 nm



Espectros de 7 estrelas: $\lambda = 400$ a 700 nm.

Estrelas com $T > 25.000$ K: forte linha de absorção do He II (hélio uma vez ionizado) e de elementos mais pesados, com múltiplas ionizações (O, N e Si)

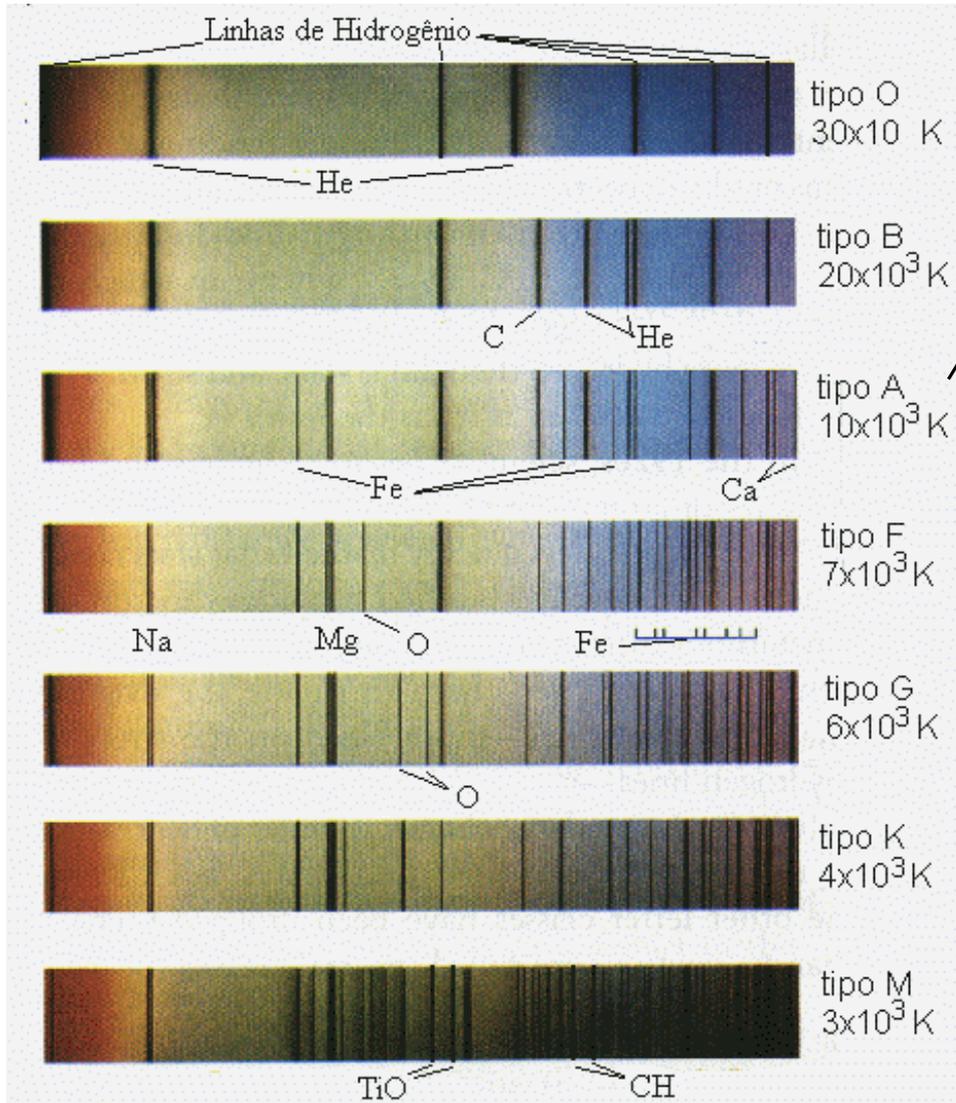
Essas linhas fortes não aparecem no espectro das **estrelas mais frias:** não atingem as temperaturas necessárias para excitar e ionizar esses elementos.

As linhas de H I são mais fracas nas estrelas + quentes, pois a altas temperaturas, o hidrogênio encontra-se ionizado, restando poucos átomos H neutro para produzirem essas linhas.

Classificação dos Espectros Estelares

700

400 nm



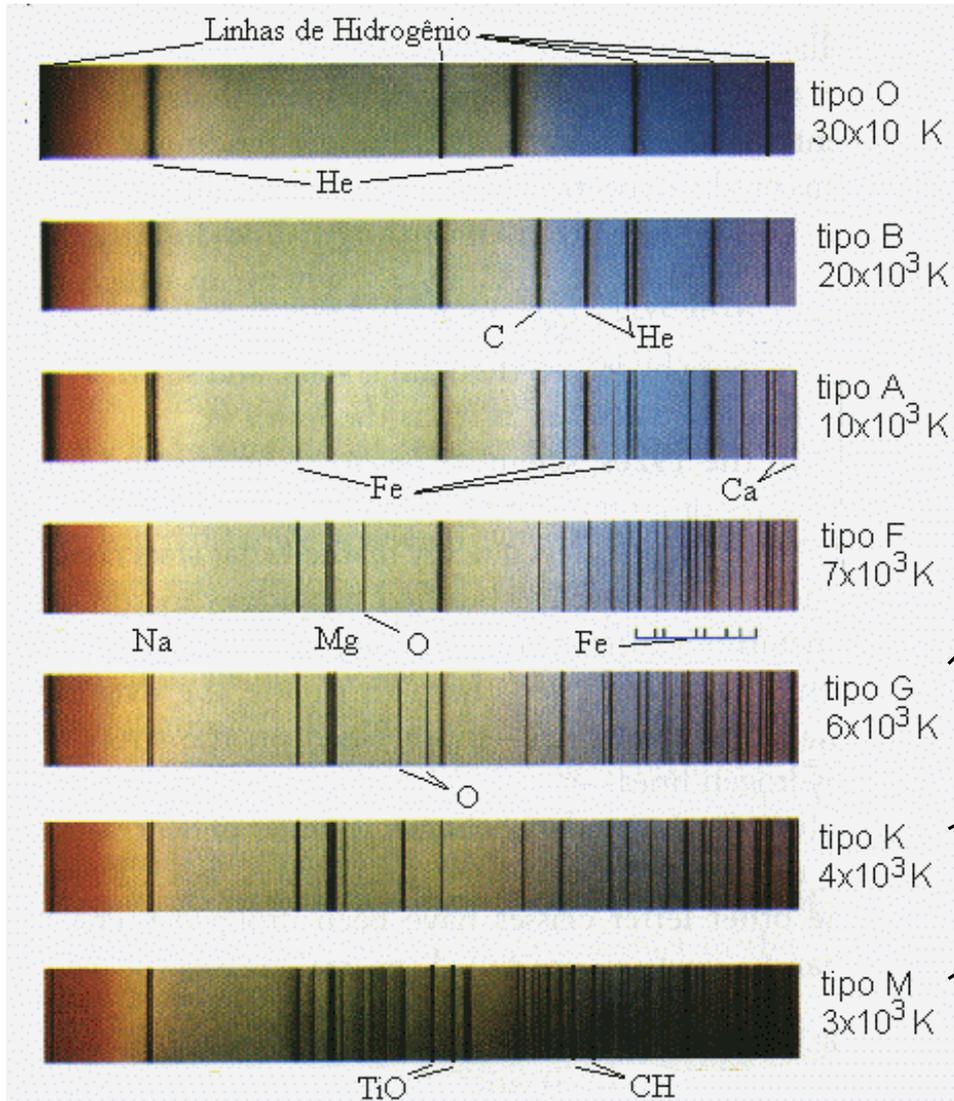
Estrelas com $T \sim 10.000\text{K}$: as mais fortes linhas de absorção são do H excitado, onde os elétrons facilmente se movem entre o segundo e terceiro níveis orbitais (ex., linha vermelha em $656,3 \text{ nm}$ - $\text{H}\alpha$).

Linhas de Ca e Ti, que têm elétrons menos ligados, são mais comuns nessas estrelas do que as linhas de He, O e N, em que os elétrons são fortemente ligados.

Classificação dos Espectros Estelares

700

400 nm



Nas estrelas + frias: novamente não encontramos as linhas do H excitado, porque os elétrons ficam preferencialmente no estado fundamental.

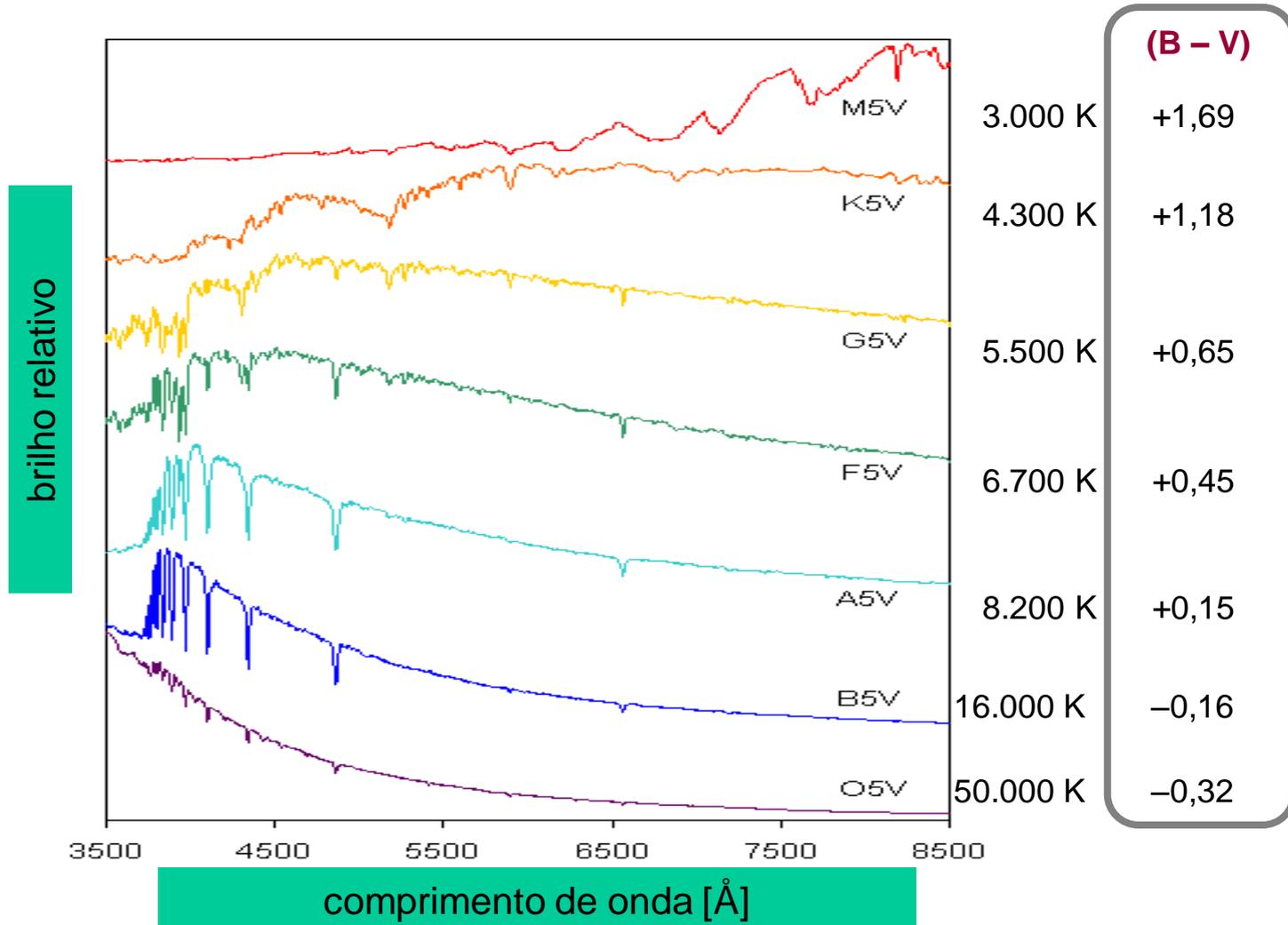
Verificam-se linhas de elementos mais pesados fracamente excitados.

não se encontram linhas de elementos ionizados.

Como a energia dos fótons saindo das estrelas frias não é suficiente para destruir moléculas, ocorrem muitas linhas moleculares de absorção na atmosfera (ex. TiO).

Classificação espectral

- A classificação é função da temperatura superficial da estrela.
- Também é função do índice de cor.

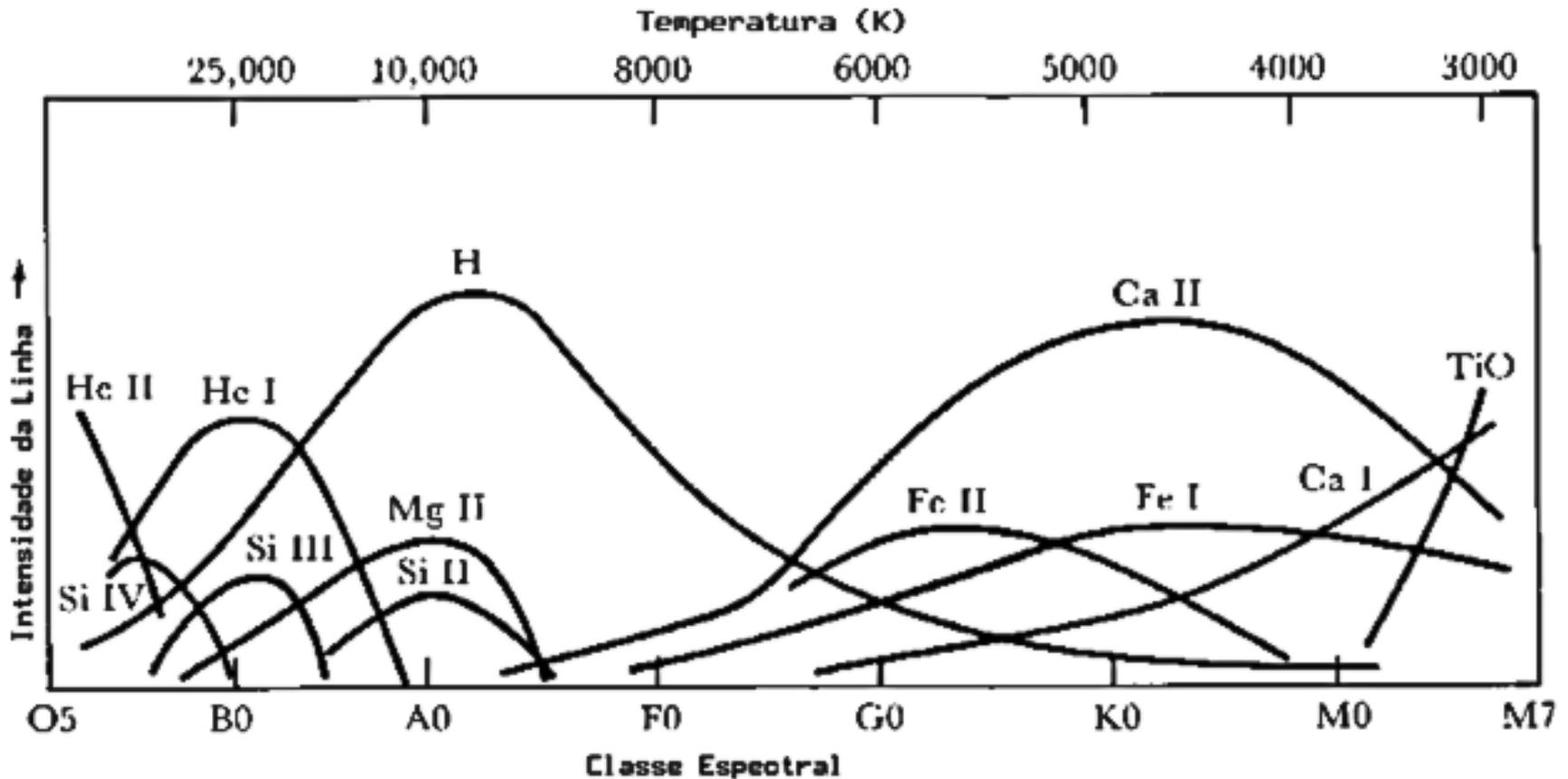


Classificação espectral Morgan-Keenan

Tipo	Cor	T(K)	Linhas proeminentes de absorção	Exemplos
O	Azul	30000	He ionizado (fortes), elementos pesados ionizados (OIII, NIII, SiIV), fracas linhas de H	Alnitak (O9) Mintaka (O9)
B	Azulada	20000	He neutro (moderadas), elementos pesados 1 vez ionizados	Rigel (B8)
A	Branca	10000	He neutro (muito fracas), ionizados, H (fortes)	Vega (A0) Sirius (A1)
F	Amarelada	7000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros (FeI, CaI), H (moderadas)	Canopus (F0)
G	Amarela	6000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H (relativamente fracas)	Sol (G2) Alfa Cen (G2)
K	Laranja	4000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H (fracas)	Aldebaran (K5) Arcturos (K2)
M	Vermelha	3000	Átomos neutros (fortes), moleculares (moderadas), H (muito fracas)	Betelgeuse (M2)

Classificação espectral

Intensidade das linhas em função da temperatura (ou tipo espectral)



Nomenclatura: H I, He I, Ca I, etc. → átomo com todos os elétrons.

H II, He II, O II, Ca II, etc. → átomo que perdeu 1 elétron.

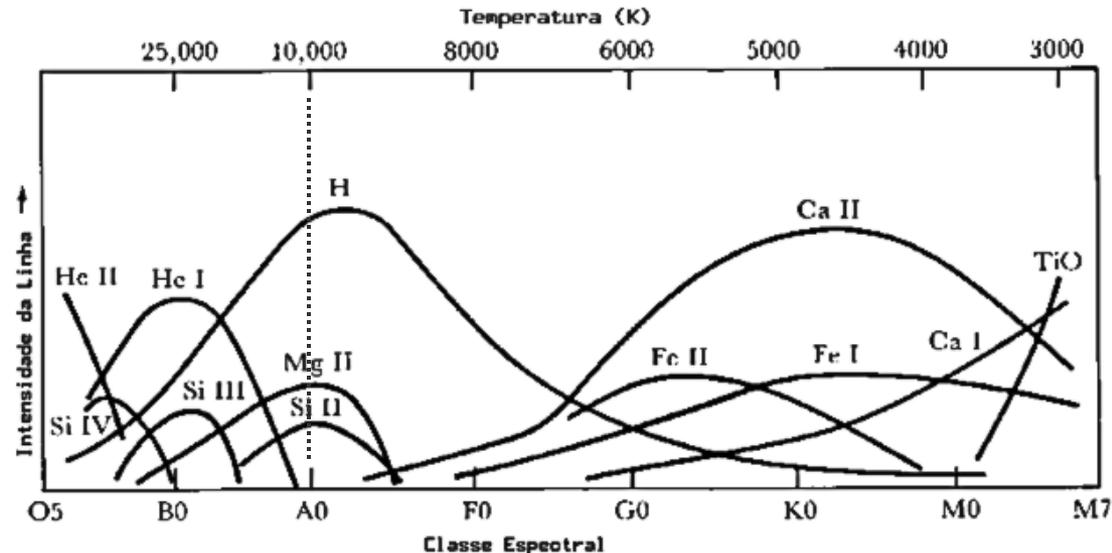
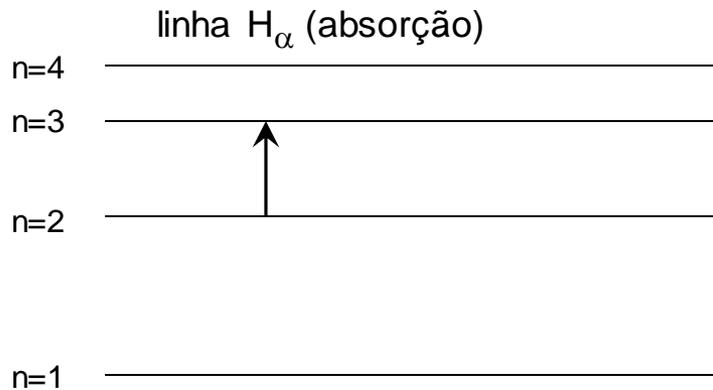
He III, O III, Ca III, etc. → átomo que perdeu 2 elétrons.

Classificação espectral

- Intensidade de uma linha depende do número de átomos no nível inicial da transição.
 - Este número depende da temperatura e da diferença de energia entre os níveis da transição atômica.
 - A diferença de energia depende do elemento (H, He, C, N, O, etc...).

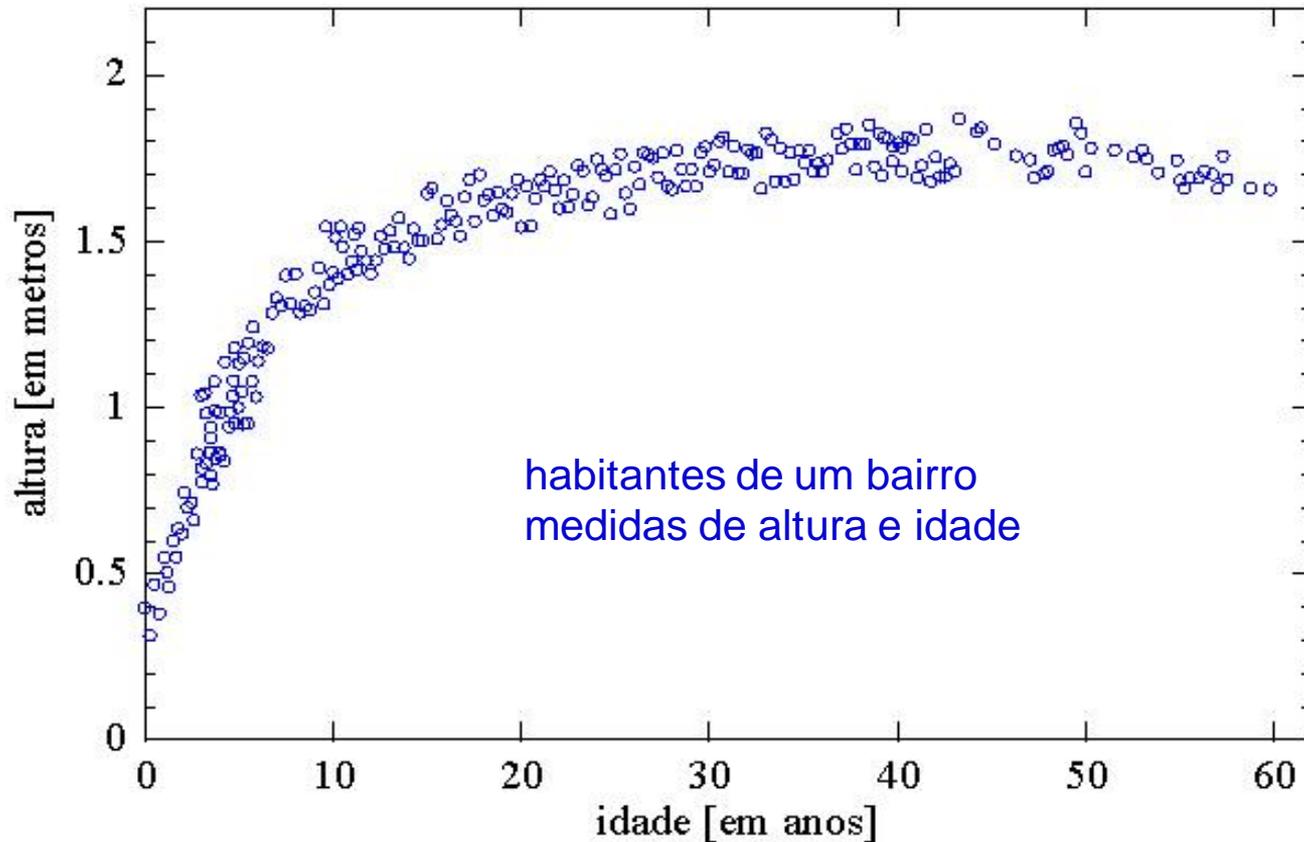
Ex: para $T = 10.000\text{K}$

A transição $n=2 \rightarrow n=3$: provável no H mas difícil no He.



Procura de correlações entre características físicas

- Correlações nos permitem deduzir propriedades intrínsecas dos objetos estudados.
- O que podemos deduzir da população de pessoas abaixo?



Correlações entre características físicas em estrelas

Na classificação das estrelas: **luminosidade e temperatura superficial** têm papel semelhante ao peso e altura de uma pessoa para classificar seu tipo físico.

E. Hertzsprung (1905): considerando amostra de **estrelas de temperaturas superficiais semelhantes** → verificou que **aquelas de linhas estreitas eram mais luminosas que as estrelas com linhas largas.**

Como a luminosidade depende da **temperatura e do raio da estrela:**

$$L_* = F_* (4 \pi R_*^2) \quad \text{onde:} \quad F_* = \sigma T_*^4$$

→ as diferenças nas linhas espectrais devem ser causadas pelas diferenças nos **raios estelares**

Correlações entre características físicas em estrelas

- Em 1905, Ejnar Hertzsprung descobre
 - Através das correlações entre a luminosidade e a temperatura de estrelas.
 - a existência de estrelas anãs e gigantes.
- Em 1913 Norris Russel dá seqüência a este trabalho com uma base de dados mais completa.



Estes resultados: visualizados em um diagrama da luminosidade em função da temperatura.



Diagrama Hertzsprung-Russell
ou
Diagrama H-R

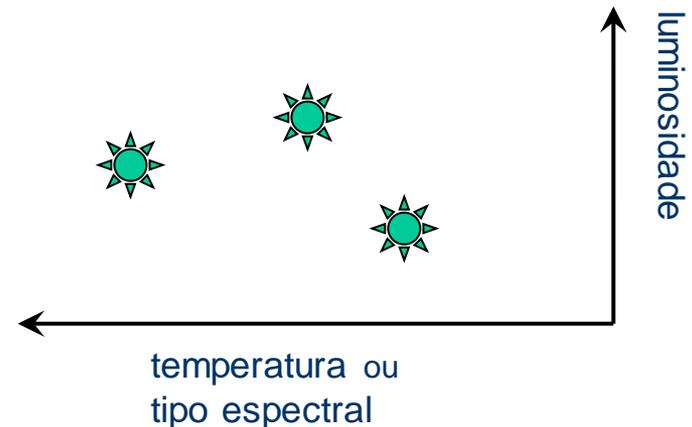
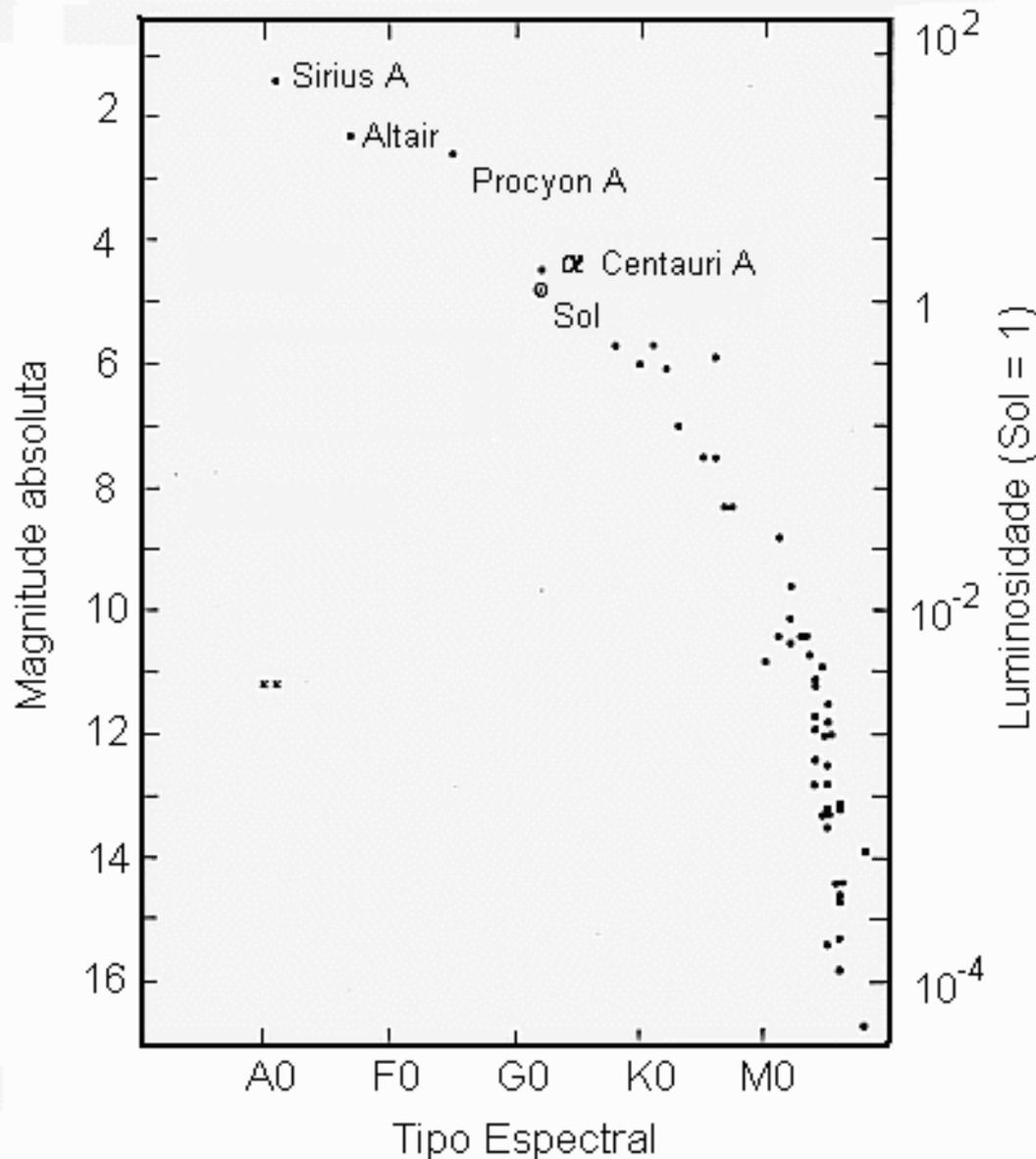


Diagrama H-R



Neste diagrama:

aparecem estrelas mais próximas do Sol, $d < 5$ pc).

Várias estrelas são bem mais frias e menos brilhantes que o Sol.

α -Centauro: T e luminosidade = Sol; Sirius é bem mais quente e luminosa.

Traçam uma linha: **Seqüência Principal** → uma fase evolutiva em que a maioria das estrelas se encontram.

Diagrama H-R

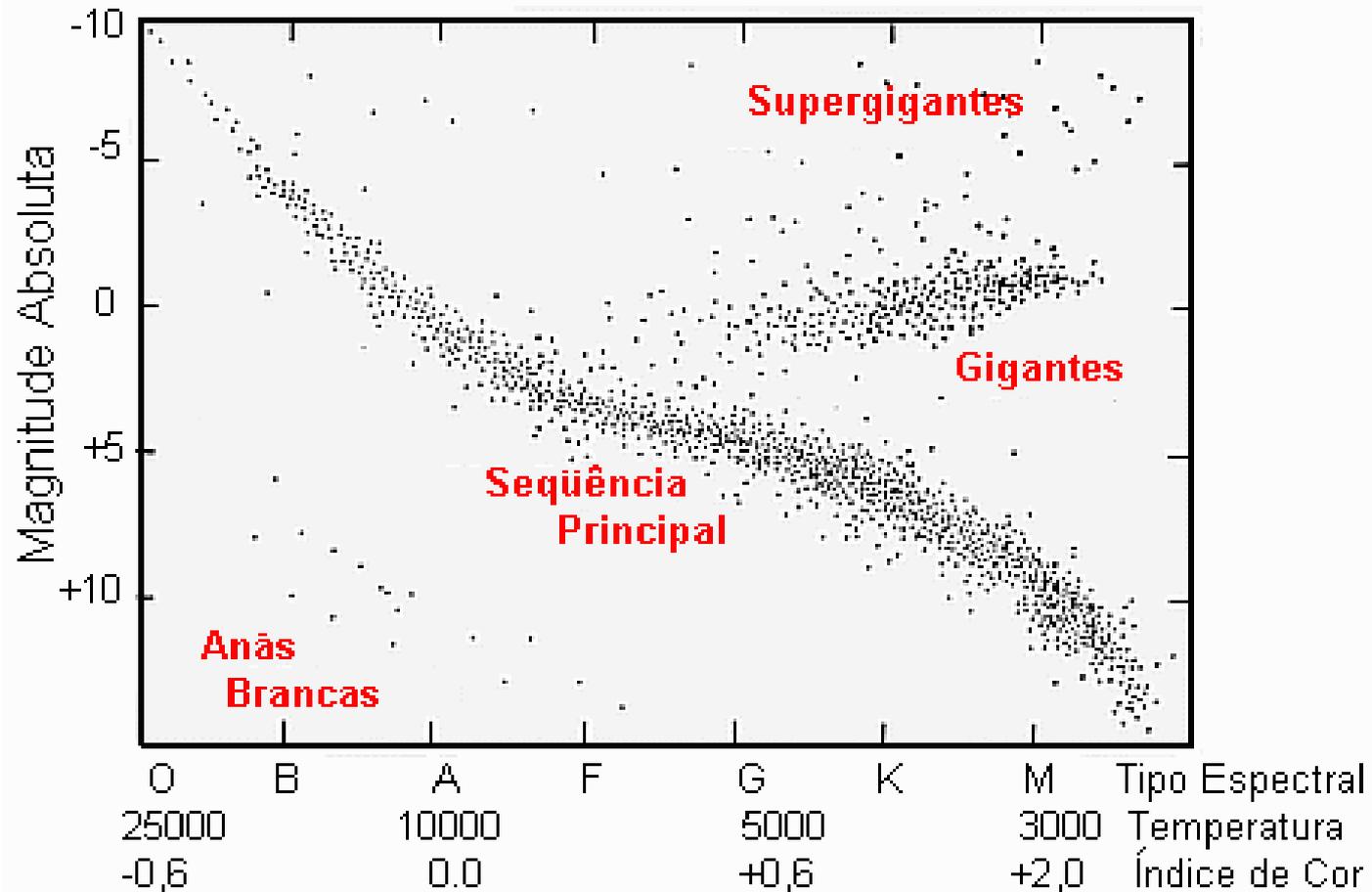
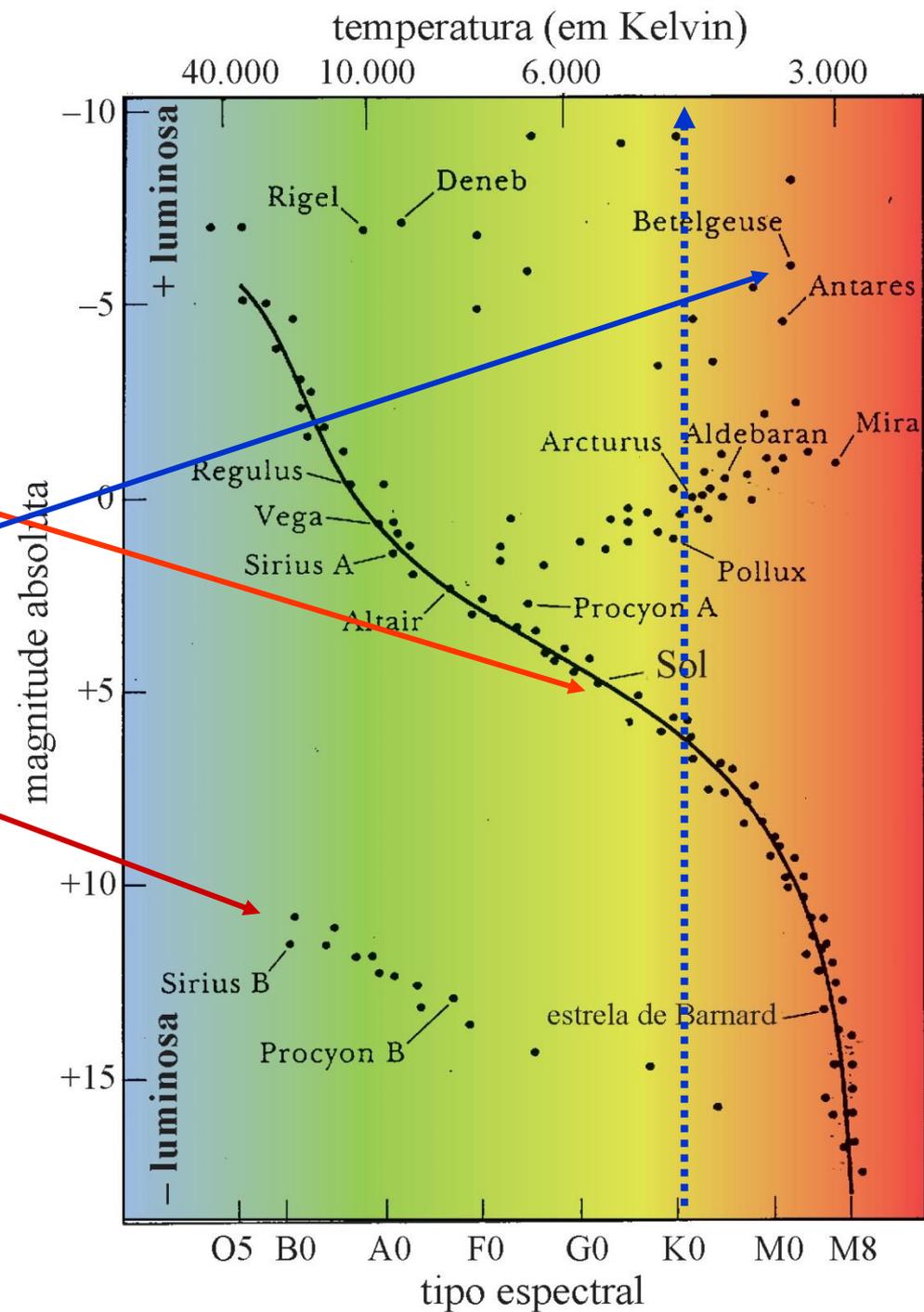


Diagrama H-R

- As estrelas podem ser separadas no diagrama H-R de acordo com sua categoria. Exemplos:
- Sol é considerado uma estrela anã
- Betelgeuse é uma super-gigante.
- Anãs Brancas são estrelas muito quentes, mas muito menores que o Sol.
- A distribuição de um grande número de estrelas no Diagrama H-R:
 - ⇒ define claramente as regiões onde se encontram as diferentes categorias de estrelas.



Classes de Luminosidade

Para diferenciarmos os tamanhos de estrelas de mesmo tipo espectral:
medidas das linhas espectrais.

A atmosfera de estrela gigante < densidade que a de uma de SP <
densidade que uma anã branca

Linhas espectrais são sensíveis à densidade das fotosferas estelares:
são mais estreitas quanto menor é a densidade

A densidade também está correlacionada com L:

estabeleceu-se um esquema de identificação para os
diferentes tipos de estrelas chamado

Classe de Luminosidade →

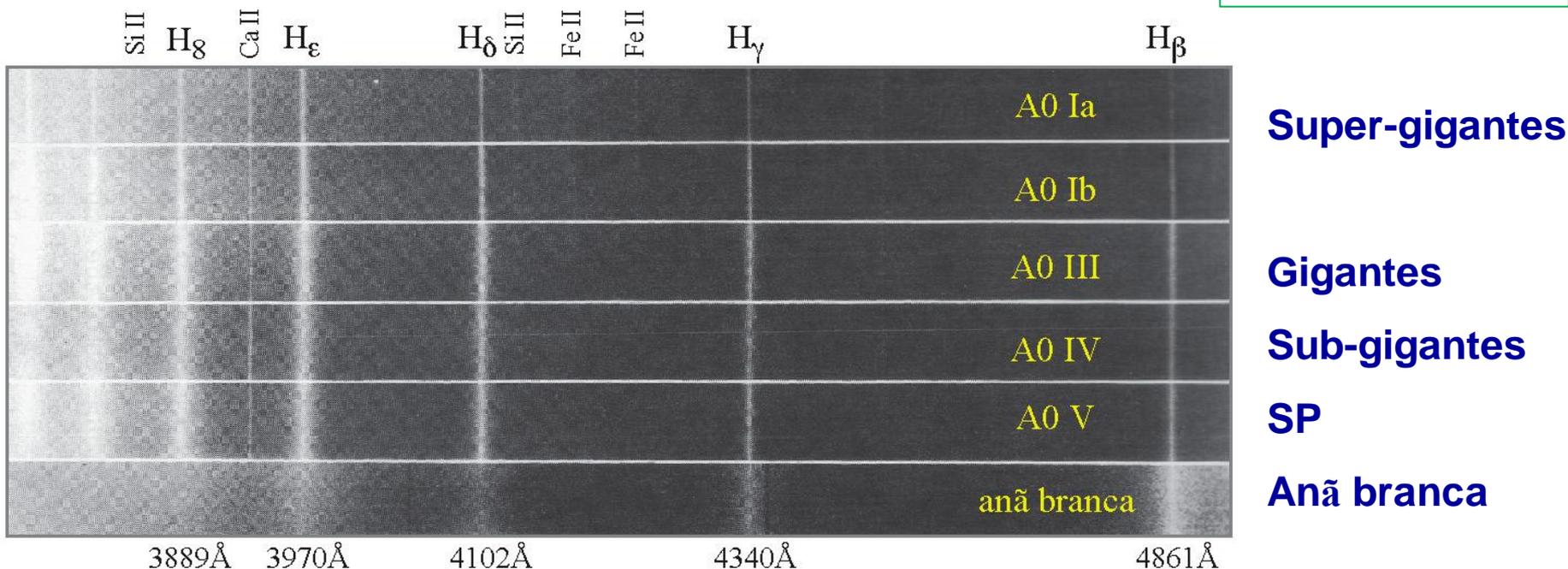
Classes de Luminosidade

Para diferenciarmos os tamanhos de estrelas de mesmo tipo espectral:
medidas das linhas espectrais.

A atmosfera de estrela gigante < densidade que a de uma de SP < densidade que uma anã branca

Linhas espectrais são sensíveis à densidade das fotosferas estelares:
são mais estreitas quanto menor é a densidade

$$L_* = 4\pi R_*^2 \sigma T_{\text{ef}}^4$$



Classes de Luminosidade

Classes **Ia e Ib**:
supergigantes brilhantes e
supergigantes.

Classes **II e III**: gigantes
brilhantes e gigantes.

Classes **IV e V**: sub-
gigantes e as estrelas da
seqüência principal
e anãs.

Esse esquema introduzido
por Morgan e Keenan (1937,
Observatório de Yerkes) -
classificação M-K.

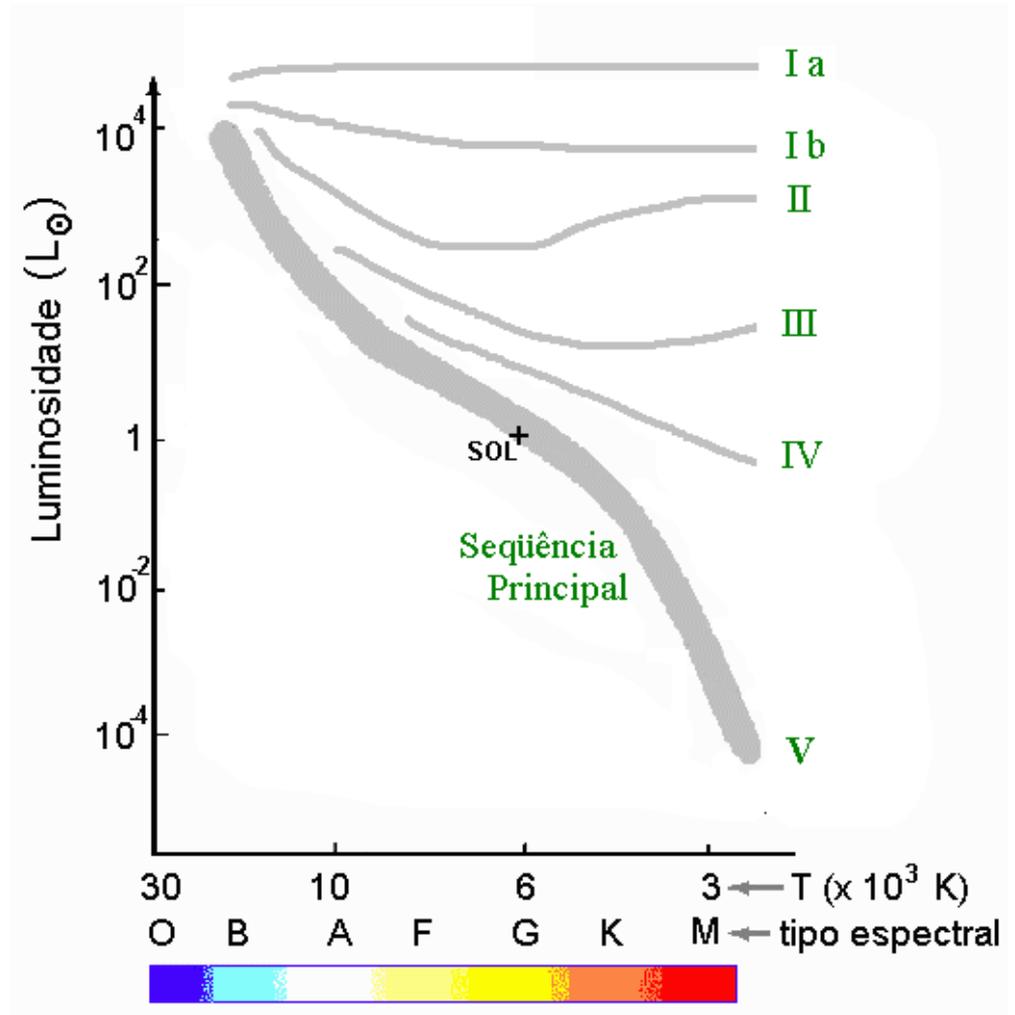
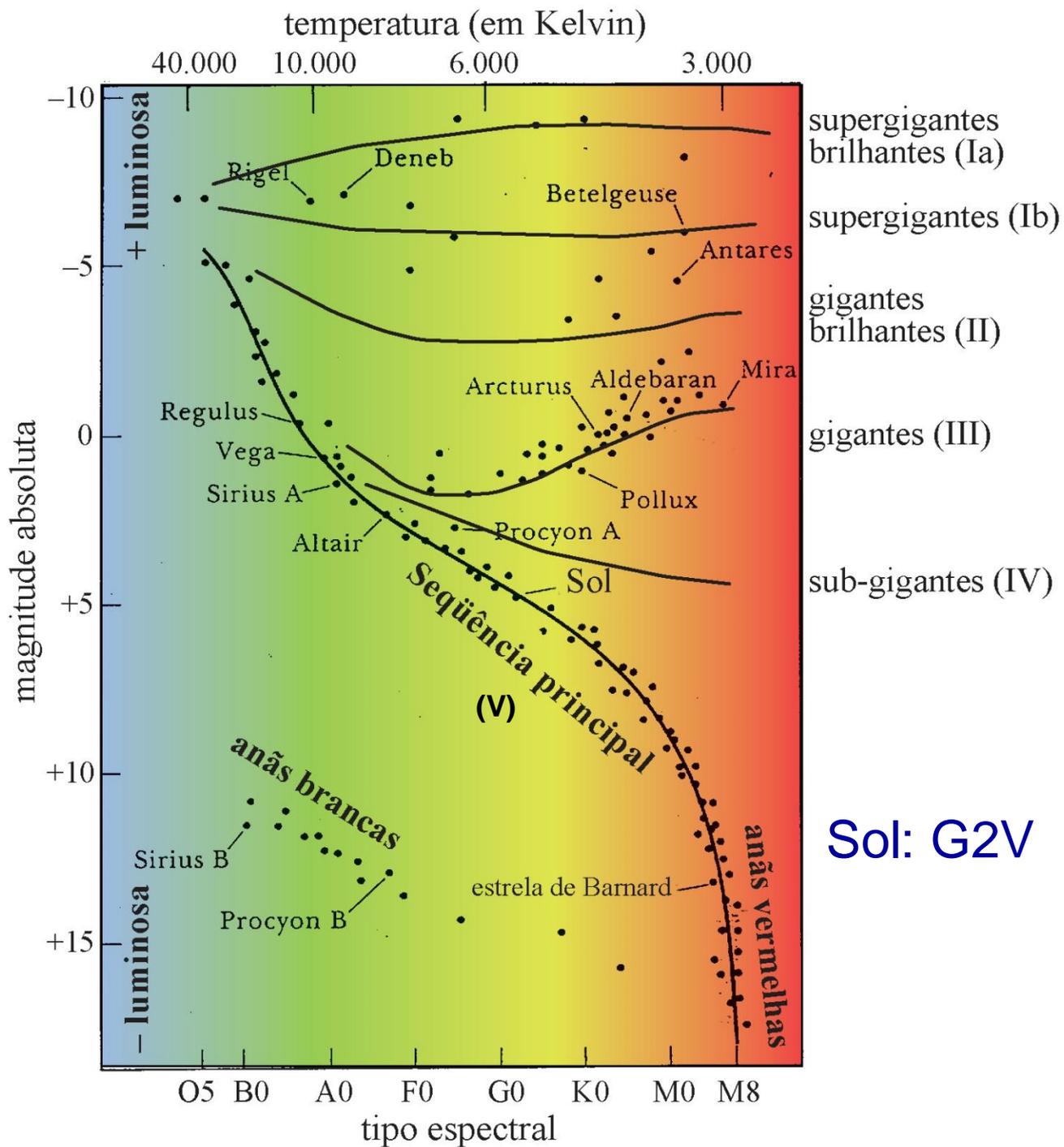


Diagrama H-R

Classes de luminosidade de Yerkes

Estrelas da Sequência principal do tamanho ou menor que o Sol são chamadas anãs.



Classes de Luminosidade

T(K)	L (L_{\odot})	R (R_{\odot})	Objecto
4000	0,1	0,7	K7 V (SP)
4000	20	10	K7 III (gigante)
4000	3000	100	K7 Ib (super-gigante)

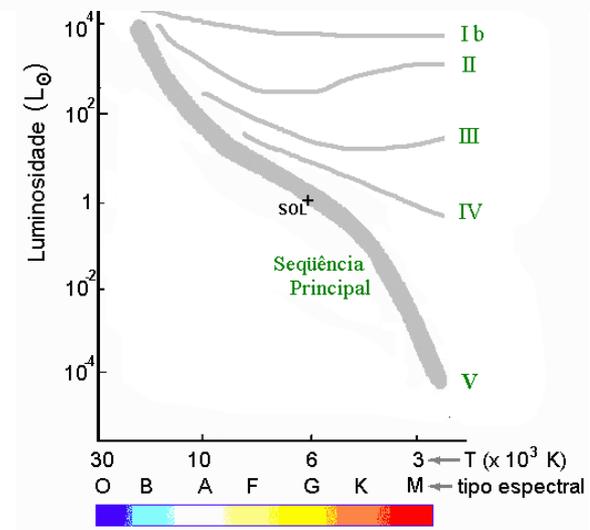
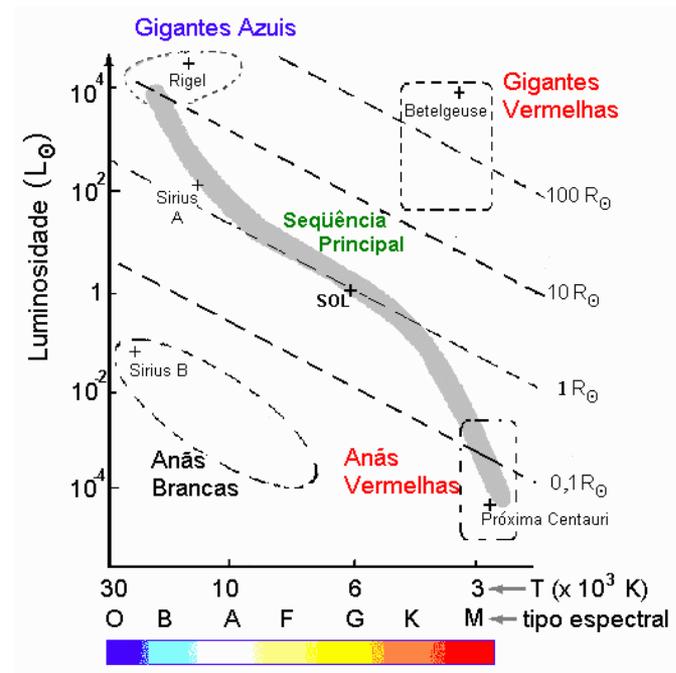


Diagrama H-R e tamanho das estrelas

- Lembrando:

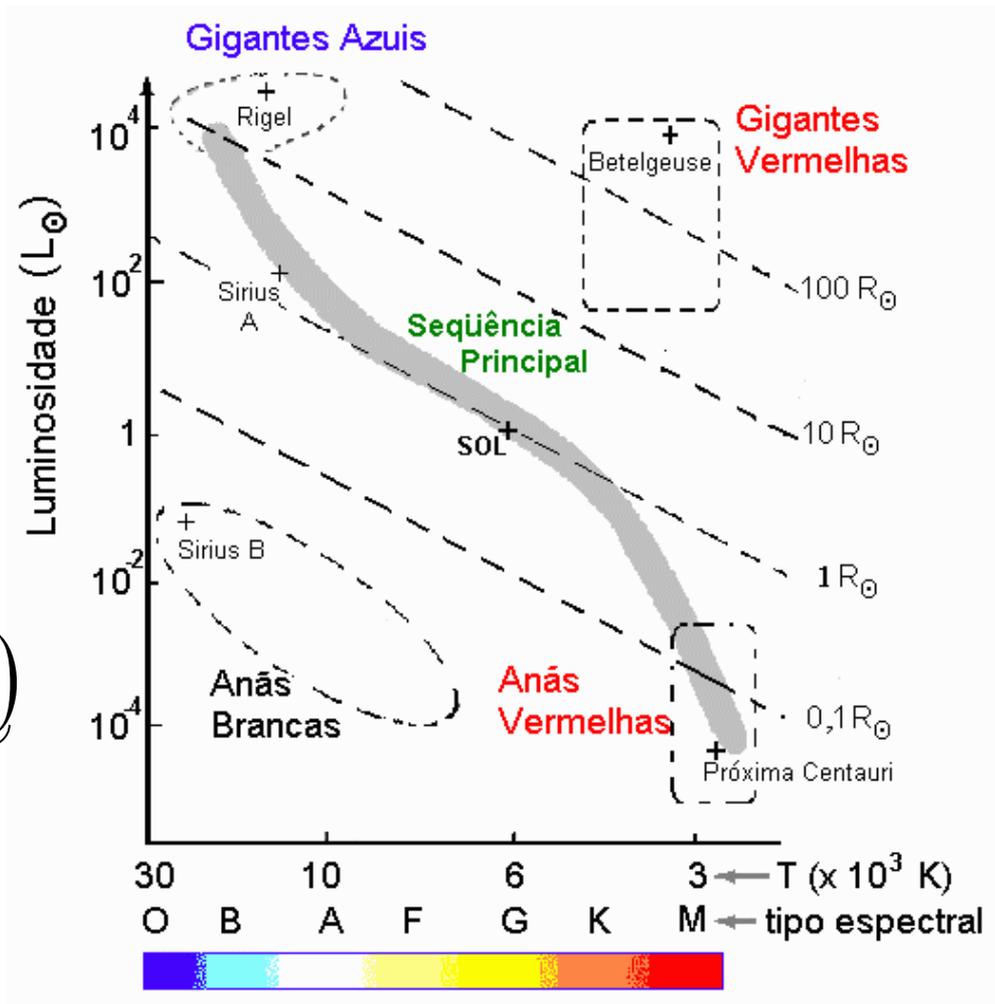
$$L_* = 4\pi R_*^2 \sigma T_{ef}^4$$

OU

$$R_* = \frac{1}{T_{ef}^2} \sqrt{\frac{L_*}{4\pi\sigma}}$$

$$\underbrace{\log L_*}_{y} = 4 \underbrace{\log T_{ef}}_{x} + \underbrace{\log(4\pi\sigma R_*^2)}_{b}$$

$$y = a \cdot x + b$$



- R_* : Linhas diagonais no diagrama H-R.

Populações Estelares

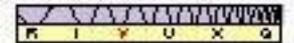
Aglomerados estelares:

grupos auto-gravitantes de estrelas que estão associadas entre si.

Seu estudo permitiu que se estabelecessem dois tipos de populações estelares:



(a)



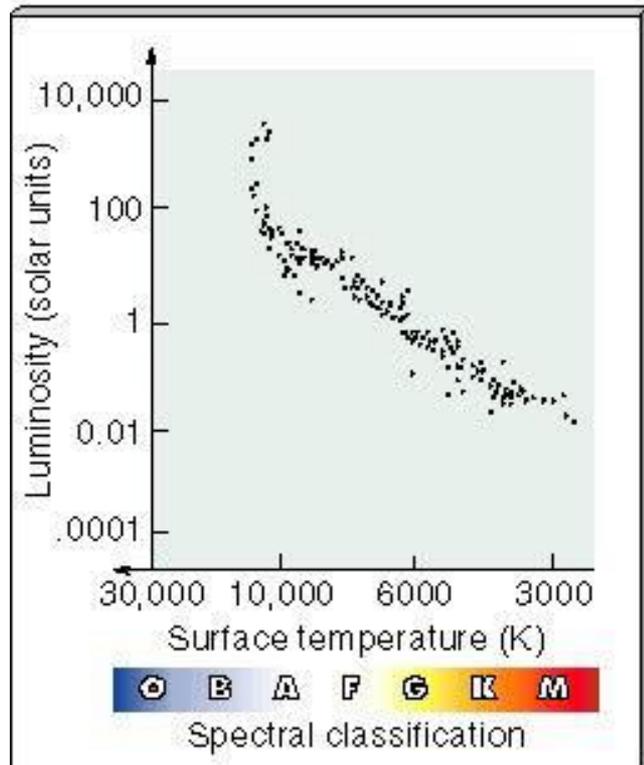
Estrelas da **População I** - são jovens e ricas em metais

Estrelas da **População II** - são mais velhas e pobres em metais.

Diagrama H-R e Populações Estelares



(a)



(b)

As principais diferenças entre populações são apresentadas em diagramas H-R de diferentes aglomerados.

No aglomerado jovem das Plêiades (~ 20 milhões de anos):

Todas as estrelas estão ainda na Sequência Principal

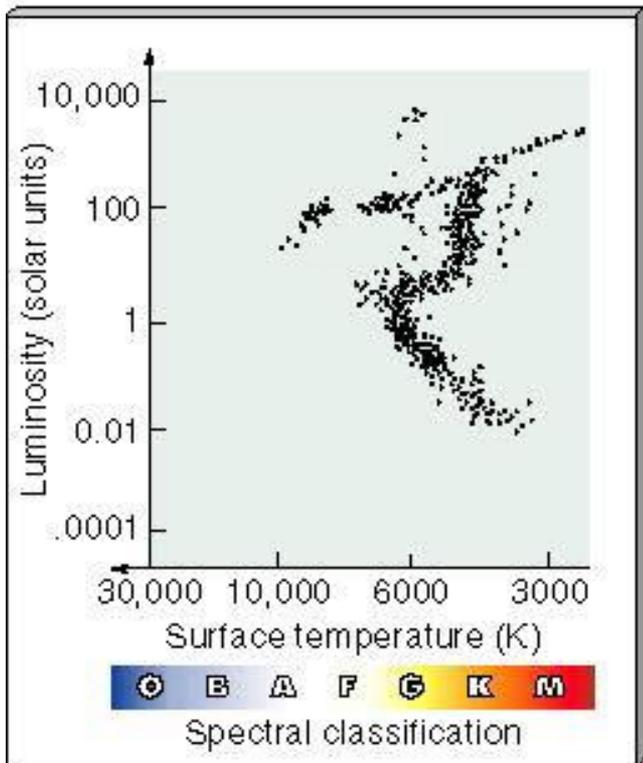
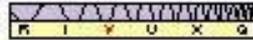
As **Plêiades**: ricas em metais:

($Z \sim 0,01$), pertencem à **População I**

Diagrama H-R e Populações Estelares



(a)



(b)

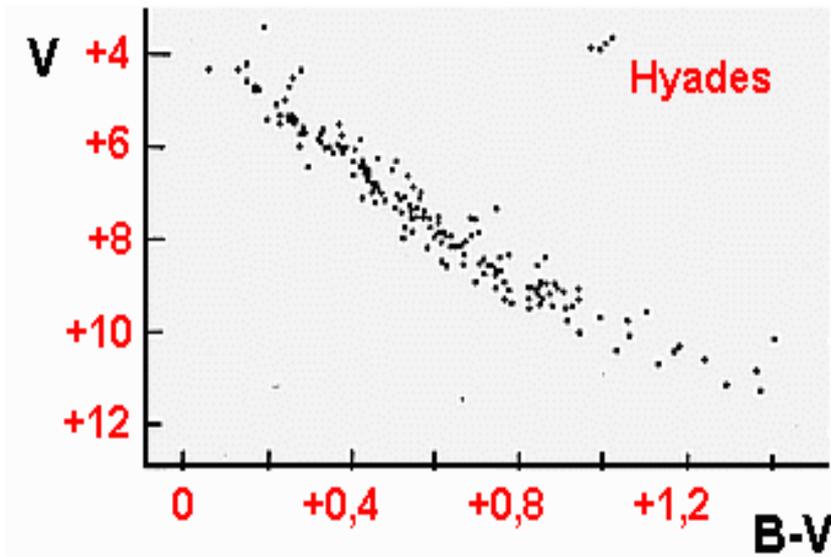
Diagrama para um **aglomerado bem mais velho: Omega Centauri** (> 10 bilhões de anos):

a **seqüência principal** vai desde M até o ponto chamado de **turnoff** em F, e uma grande concentração no ramo das gigantes, como aparece na parte superior.

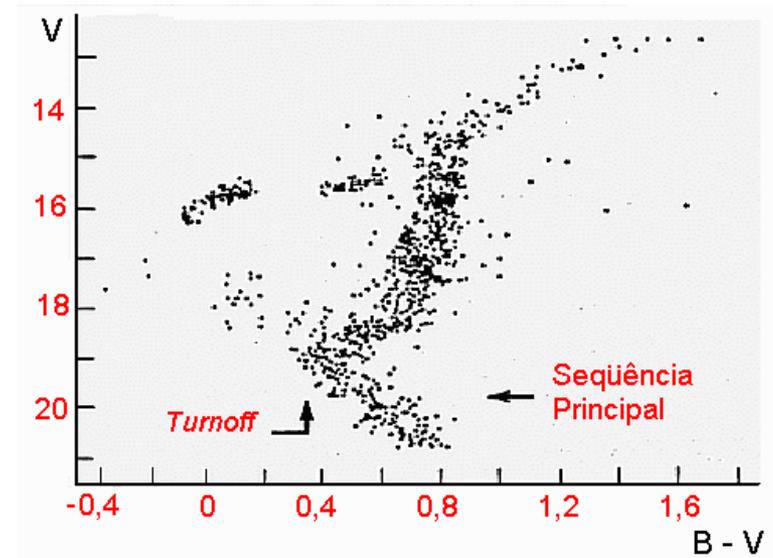
A metalicidade é muito baixa: $Z < 0,001$ (pobres em metais): é de **População II**.

As **Plêiades**, mais ricas em metais ($Z \sim 0,01$), pertencem à **População I**

Diagrama H-R e Populações Estelares



Jovem



Velho

Determinação de Distâncias de Estrelas

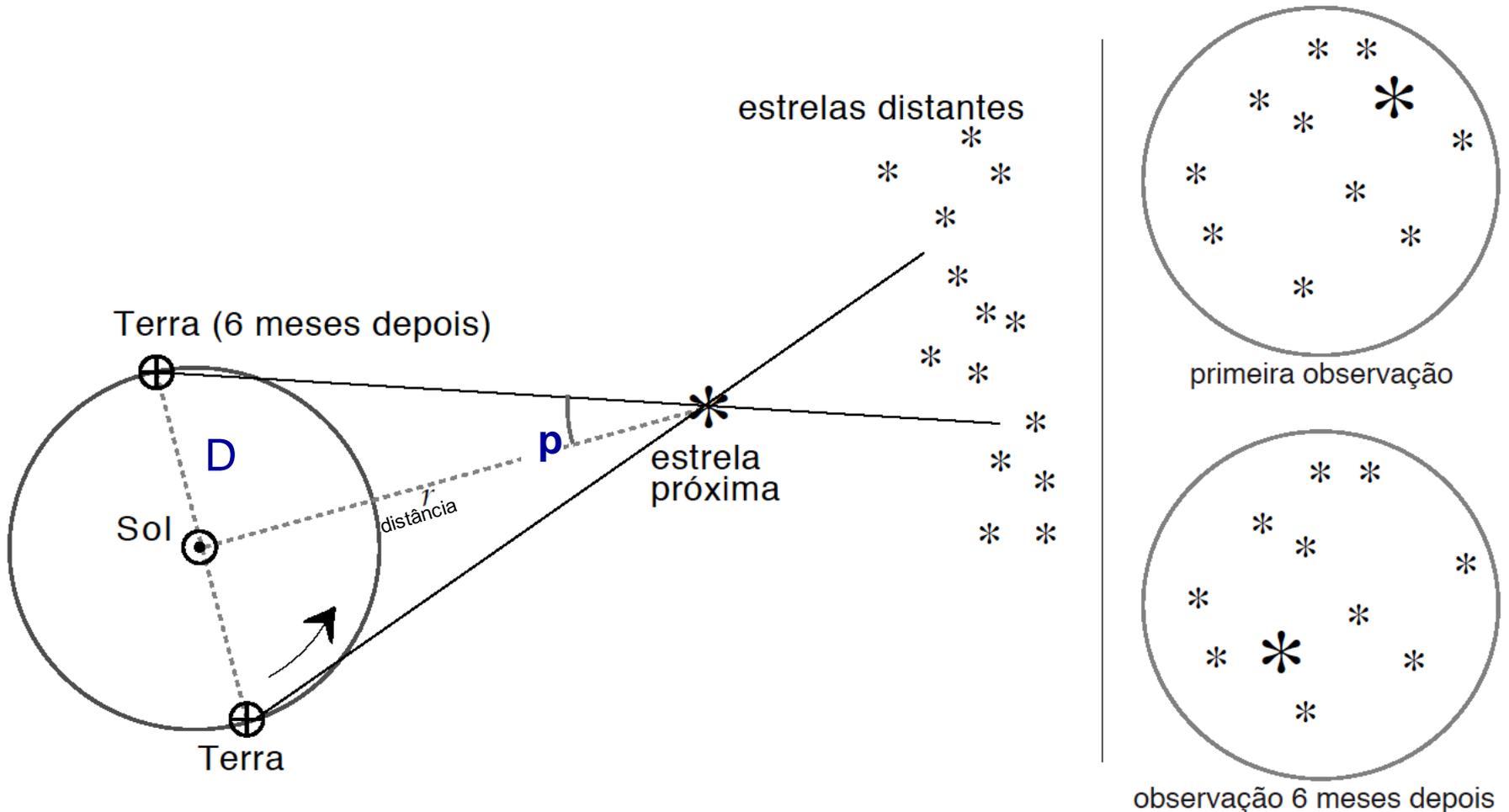
Distância das Estrelas

Métodos usados para o sistema solar para determinar d : (radares ou leis de Kepler - movimentos orbitais): **não** podem ser aplicados às estrelas.

Estrelas: distâncias envolvidas grandes demais → outras formas de determinar o quanto elas estão distantes.

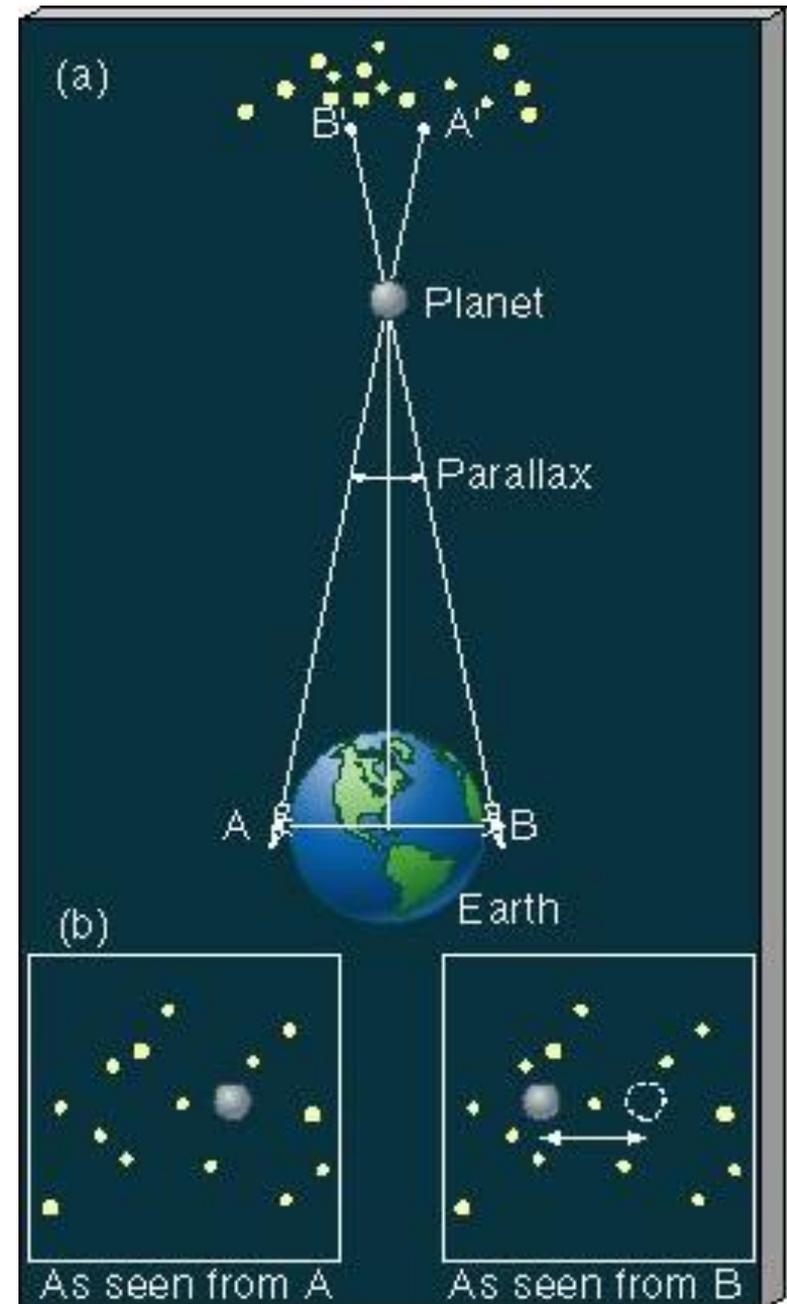
Quais são esses métodos?

1) Paralaxe Trigonométrica

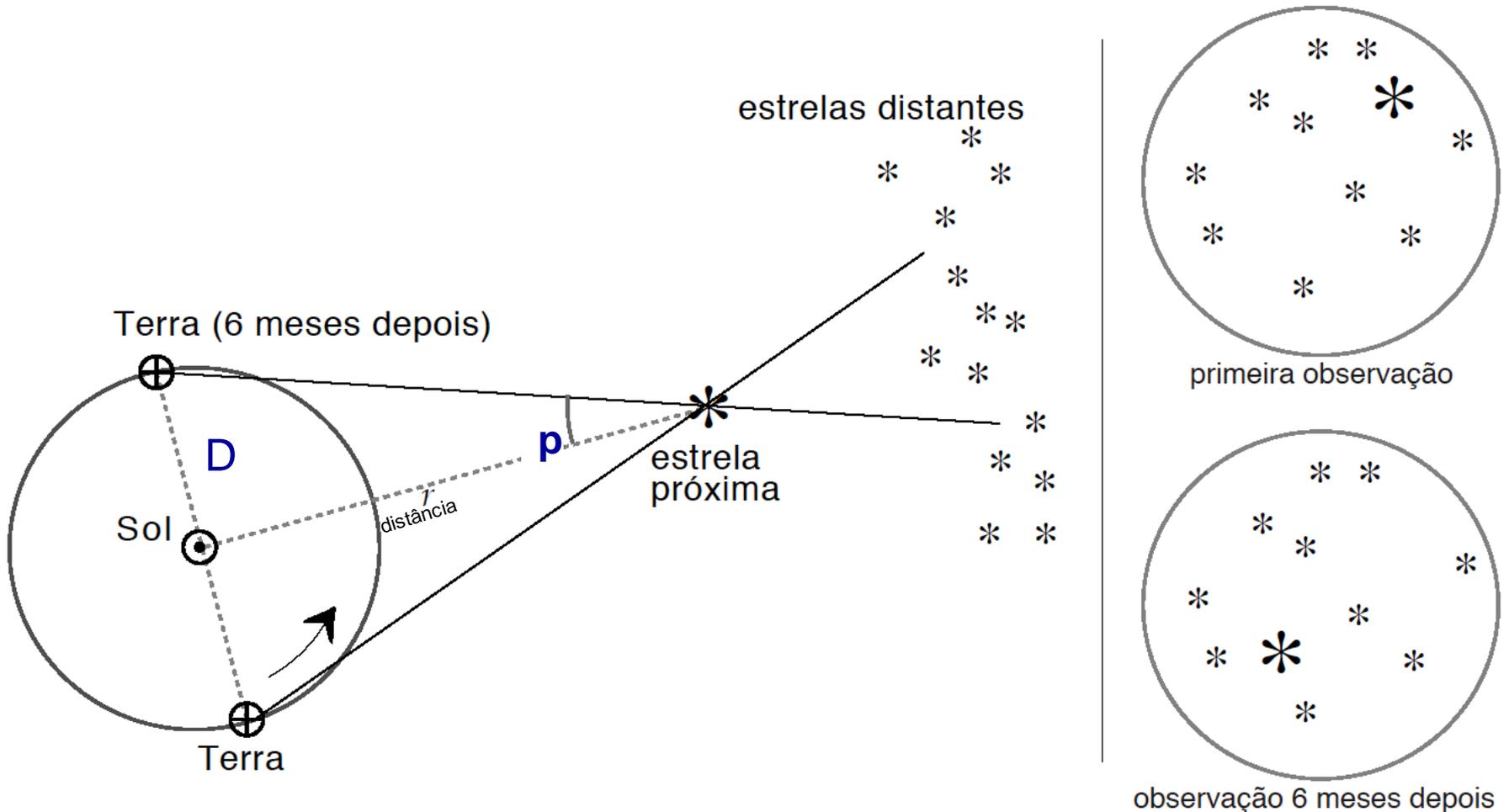


- Sabendo-se D e medindo-se p , mede-se a distância.
 - quanto mais distante, menor o ângulo p .

Pode-se também medir
distancia de **planetas**
medindo-se a **paralaxe**:
nesse caso a linha de
base é o **diametro da
Terra**



1) Paralaxe Trigonométrica

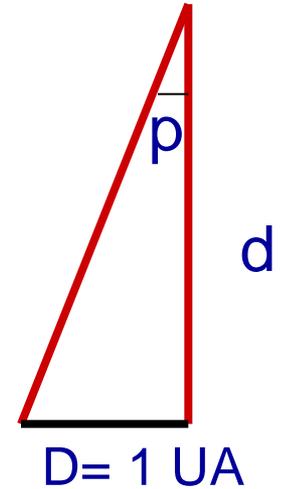


- Sabendo-se D e medindo-se p , mede-se a distância.
 - quanto mais distante, menor o ângulo p .

Distância e Paralaxe

$$\tan p = \frac{D}{d} \longrightarrow d = \frac{D}{\tan p} \simeq \frac{D}{p(\text{rad})}$$

$$p(\text{rad}) = \frac{\text{raio da órbita da Terra}}{d} \longrightarrow d = \frac{1 \text{ UA}}{p(\text{rad})}$$



E para expressar o ângulo p em segundos de arco (") ?

$$1 \text{ rad} = 206.265'' \longrightarrow$$

$$p('') = 206.265 \times 1 \text{ UA} / d$$

$$\text{Ou: } d = 1 \text{ UA} \times 206.265 / p('')$$

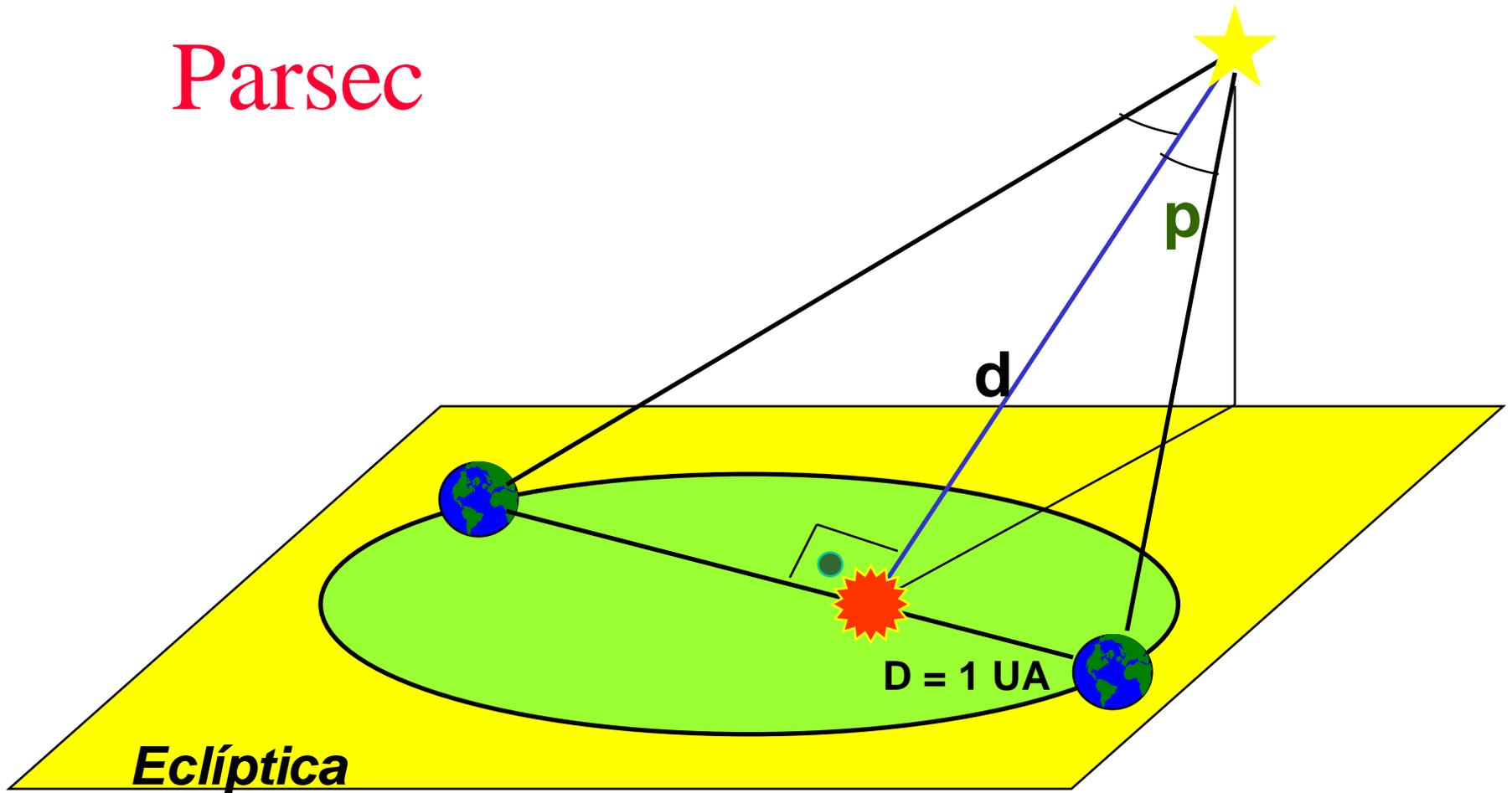
Qual a distancia (d) ao Sol de 1 estrela para a qual $p('') = 1''$?

$$d = 206.265 \text{ UA} = 1 \text{ pc}$$

→ A distância de um objeto expressa em parsecs é:

$$d(\text{pc}) = \frac{1}{p('')}$$

Parsec

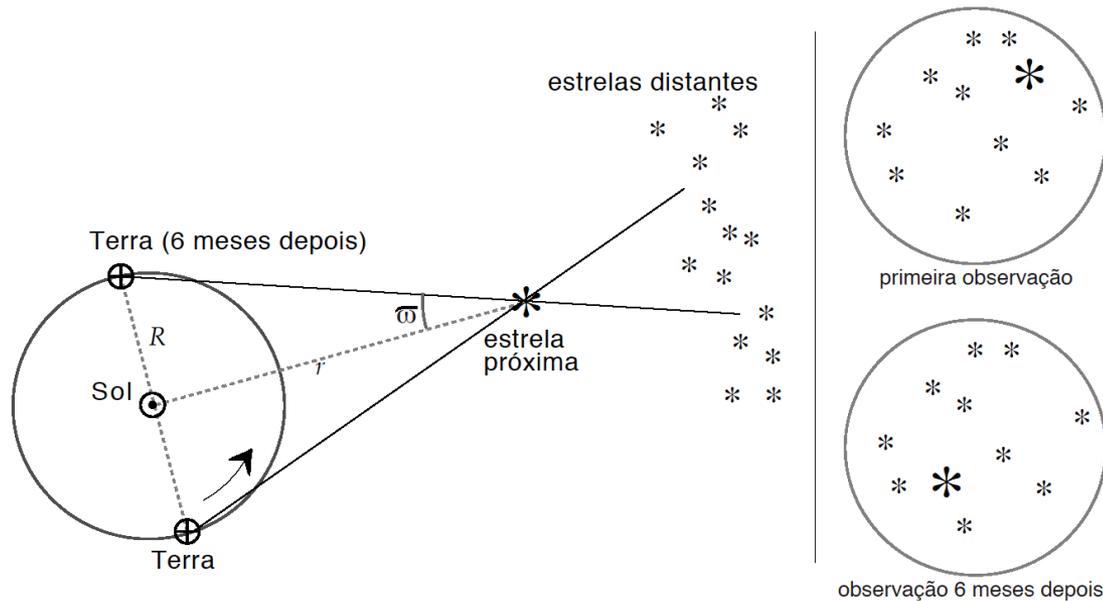


Se $p = 1''$ então $d = 1$ parsec = 1 pc

1 pc = 3,26 anos-luz = 3×10^{18} cm

parsec = **par**alaxe **sec**ond (paralaxe de um segundo).

Distância e paralaxe



- **distância(em parsec) = $1/p''$** (ângulo medido em segundos de arco)
- Se $p = 1''$ então distância = 1 parsec.
- 1 parsec = 3,26 anos-luz = 30.857 bilhões de km
- 1 parsec = 206 mil vezes a distância Terra–Sol
- parsec = **par**alaxe **sec**ond (paralaxe de um segundo)

Ex.: Alfa do Centauro encontra-se a uma distância de 4,3 anos-luz.

Determine sua distância em *parsecs* e verifique sua paralaxe em segundos de arco.

$$3,3 \text{ a.l.} = 1 \text{ pc}$$

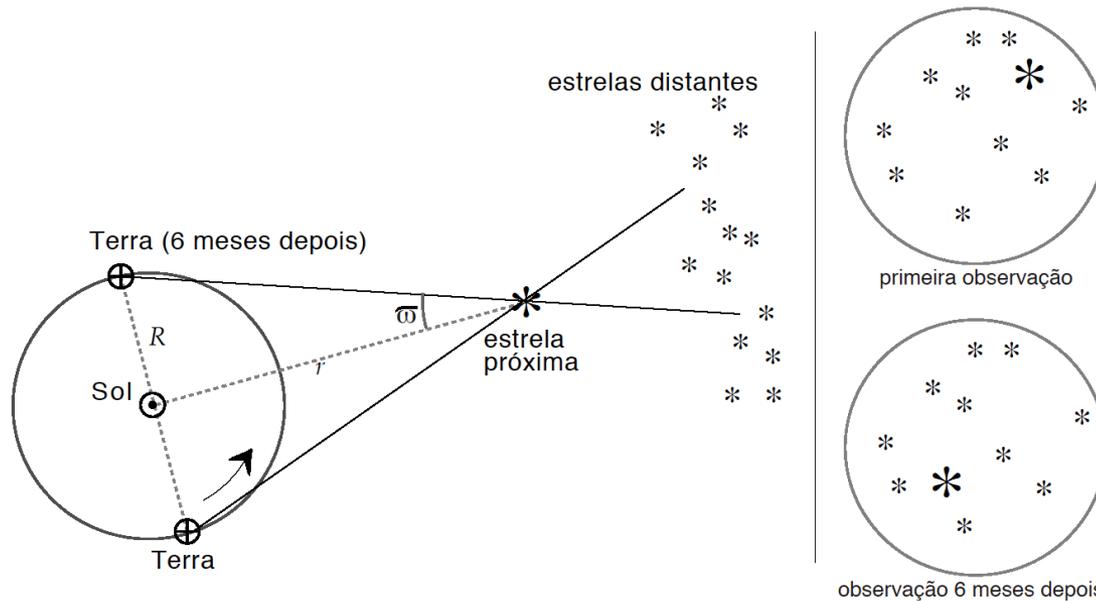
$$4,3 \text{ a.l.} = 1,3 \text{ pc}$$

$$d(\text{pc}) = 1/p''$$

$$p'' = 1/d(\text{pc}) = 1/1,3$$

$$**p=0,767''**$$

Distância e paralaxe

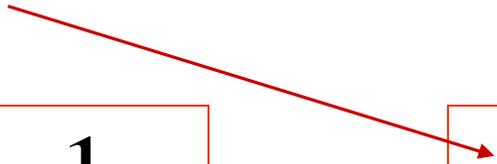


- Paralaxe estelar (ou trigonométrica): limite ~ 400 pc com Hiparcos.
- **Outros Exemplos:**
 - Próxima Centauro: $p = 0,772'' \rightarrow d = 1,3$ pc (ou 4,24 a.l.);
 - Sirius : $p = 0,38'' \rightarrow d = 2,63$ pc (ou 8,58 a.l.);
 - α Crux : $p = 0,01'' \rightarrow d = 100$ pc;
 - β Crux : $p = 0,0029'' \rightarrow d = 345$ pc;

Paralaxe Trigonométrica

- Se a paralaxe é dada em radianos, temos a distância em U.A.

$$d(pc) = \frac{1}{p(")}$$


$$d(U.A.) = \frac{1}{p(rad)}$$

se $\tan p \sim p$

Limite da paralaxe trigonométrica ~ até 400 pc (com Hiparcos).

Estrelas

- Existem mais de 100 bilhões de estrelas só na Via Láctea.
- Existem de várias cores.
- Existem de vários tamanhos, massas, luminosidades e temperaturas.



Para distâncias maiores

- Determinação de distâncias a partir da **luminosidade e espectro** das estrelas.

- Comparação entre o brilho aparente e o tipo em que a estrela é classificada, o qual revela seu brilho absoluto (magnitude absoluta)

→ utilização do módulo de distância:

$$m - M = 5 \log \frac{d}{10}$$

→ **Paralaxe
espectroscópica**

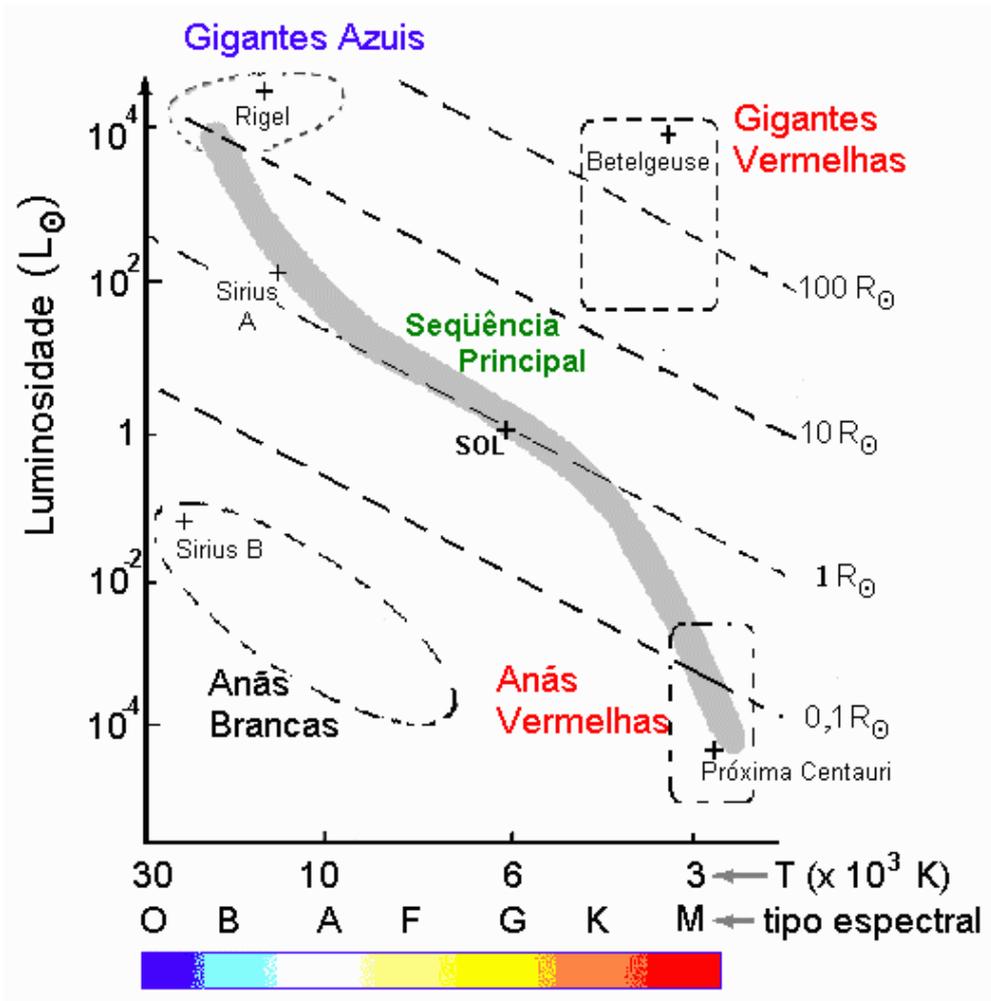
2) Paralaxe espectroscópica

Método:

- **construir um diagrama HR de calibração** para estrelas próximas com boa determinação da distância (por paralaxe estelar).
- obter o **tipo espectral (ou T)** e a **classe de luminosidade da estrela distante através de seu espectro**.
- **localizar a estrela no diagrama HR calibrado**.
- **ler a luminosidade (ou M)** e calcular a distância usando a magnitude aparente (módulo de distância).

$$m - M = 5 \log \frac{d}{10}$$

Diagrama H-R: paralaxe espectroscópica



determino T_* pelo espectro;

HR: fornece L (ou M);

Medindo $F(d)$ (ou m):



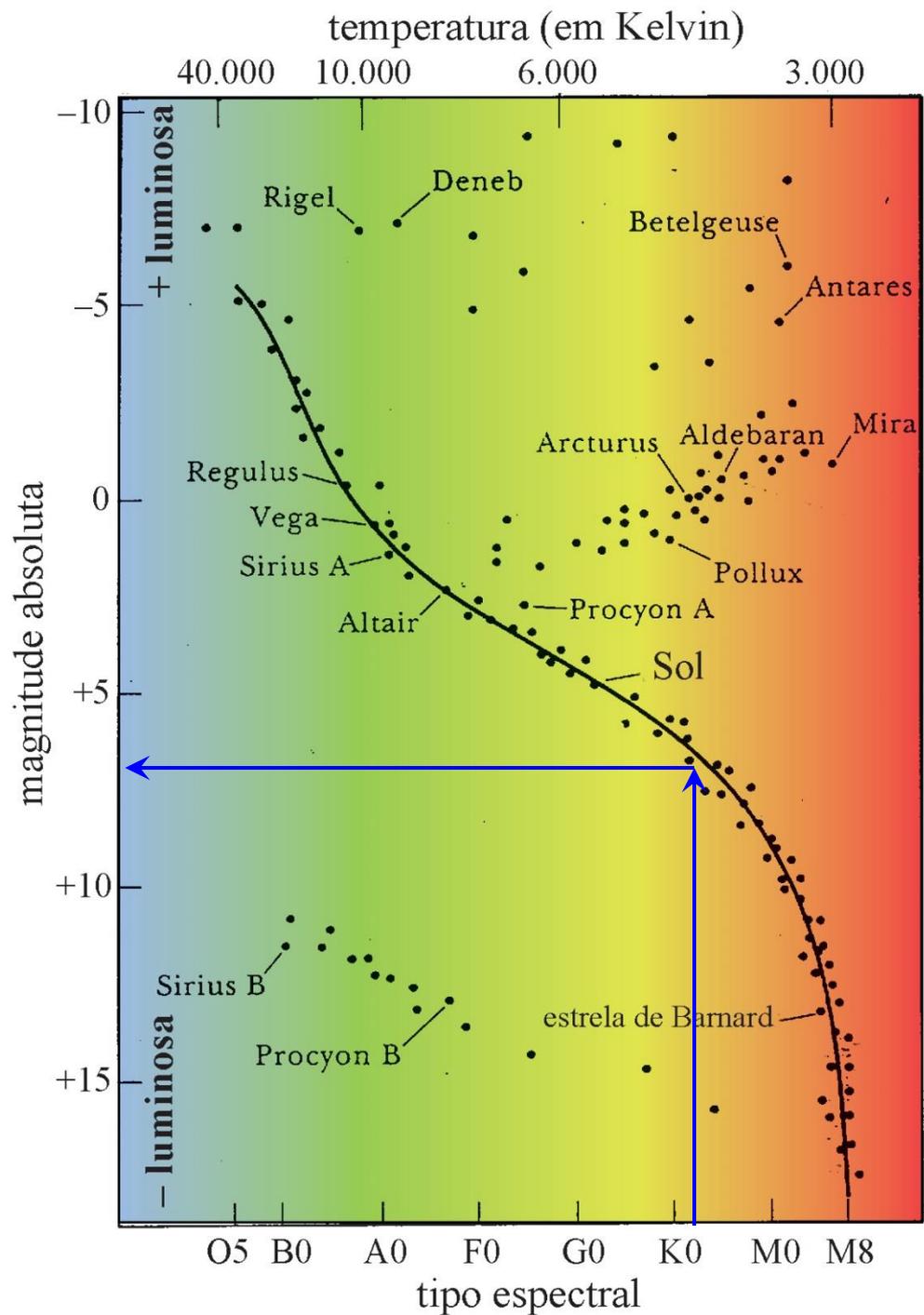
Medida de distâncias (até 100.000 pc):

$$F(d) = L_* / 4\pi d^2$$

Paralaxe espectroscópica

- O tipo espectral da estrela observada: corresponde a uma magnitude absoluta (luminosidade intrínseca)
- ↓
- $m - M = 5 \log(d/10\text{pc})$
- ↓
- Determinamos a distância.
- Método sugerido em 1914 por W.S. Adams, W. S. & A. Kohlschütter

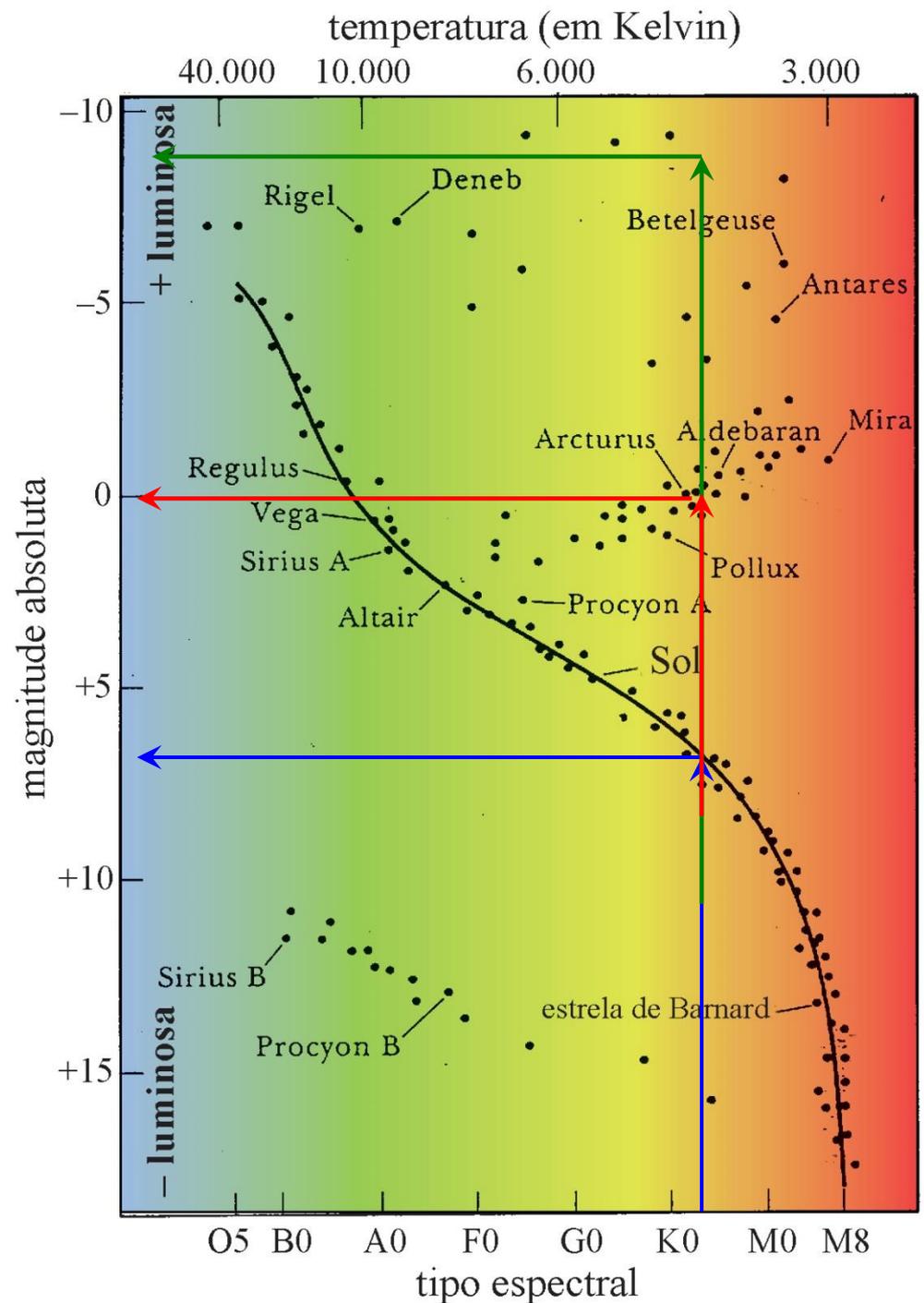
...mas tem um problema...



Paralaxe espectroscópica

- Usando apenas o tipo espectral há uma ambiguidade.
- Mesmo tipo espectral, mas magnitudes absolutas diferentes!
- É necessário **distinguir as classes de luminosidade**

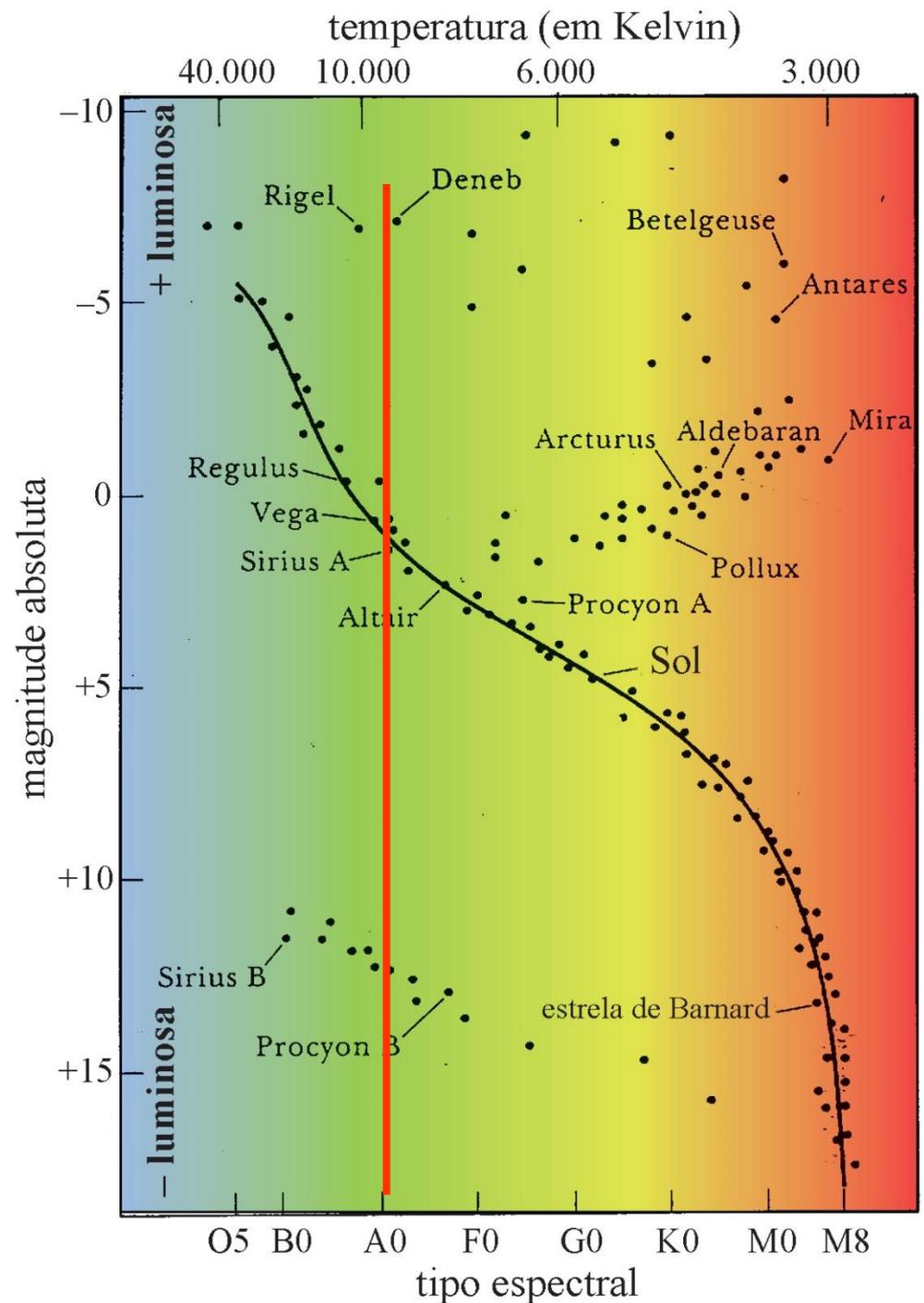
COMO?



Paralaxe espectroscópica

- Usando apenas o tipo espectral há uma ambiguidade.
- Mesmo tipo espectral, mas magnitudes absolutas diferentes!
- É necessário **distinguir as classes de luminosidade**

COMO?



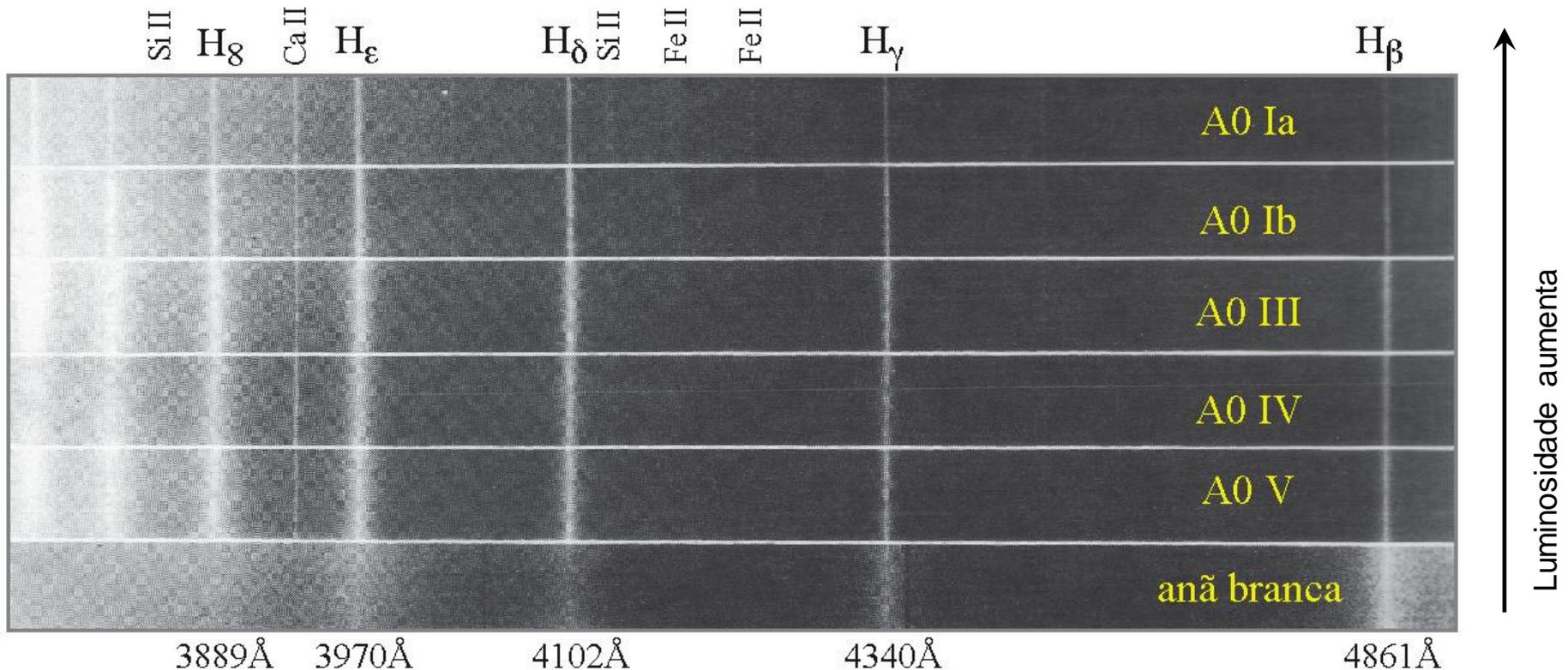
Paralaxe espectroscópica

- As estrelas mais luminosas (de um dado tipo espectral) são maiores

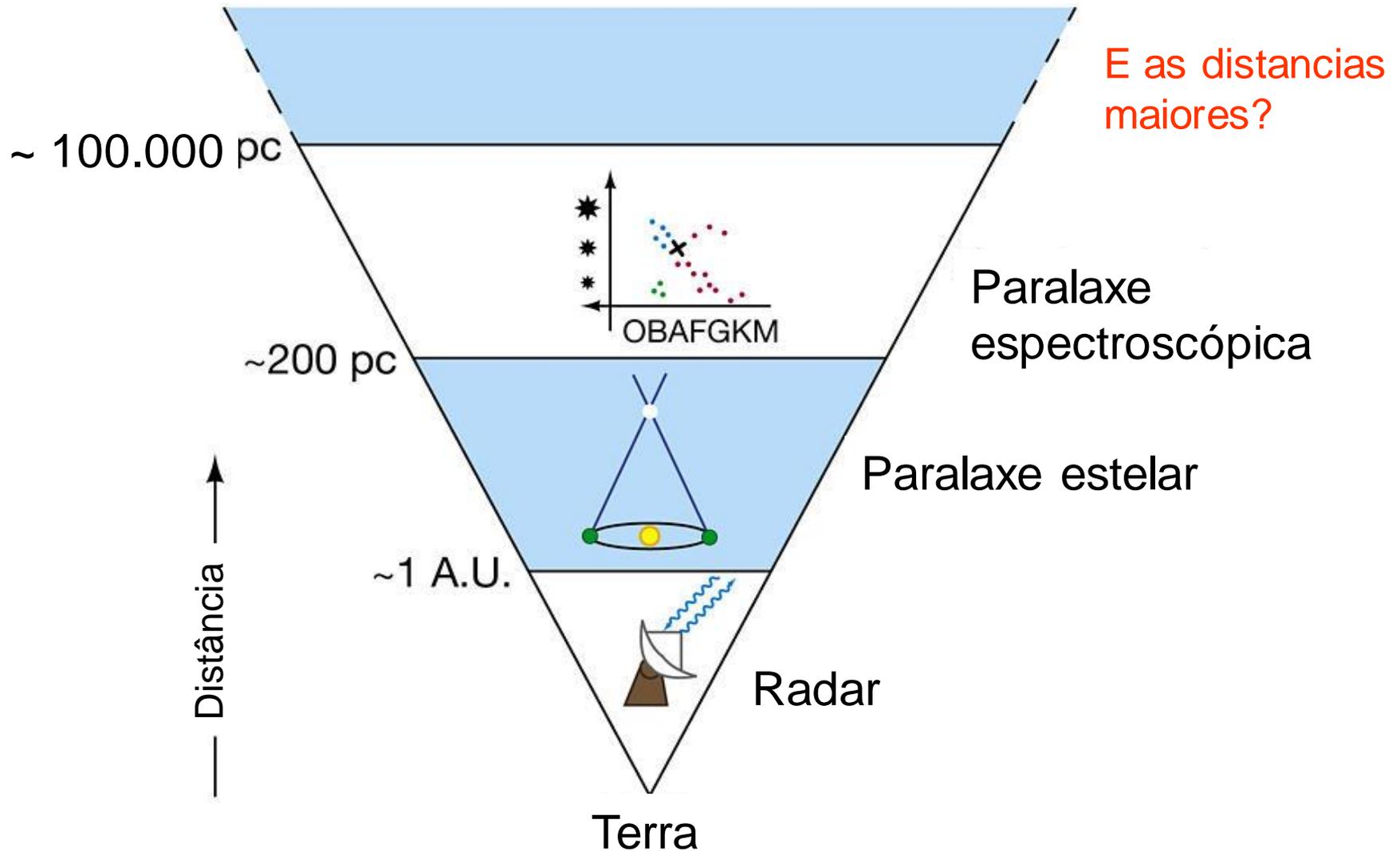
$$R = \frac{1}{T^2} \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma}}$$

- A pressão (e densidade) é menor na superfície das estrelas maiores:
 - Alargamento de linhas: devido à pressão

→ As linhas são mais estreitas nas estrelas maiores (mais luminosas)



Escala de distância



3) Relação *Período – Luminosidade* das Cefeidas

A **variabilidade na luz observada** em algumas estrelas:

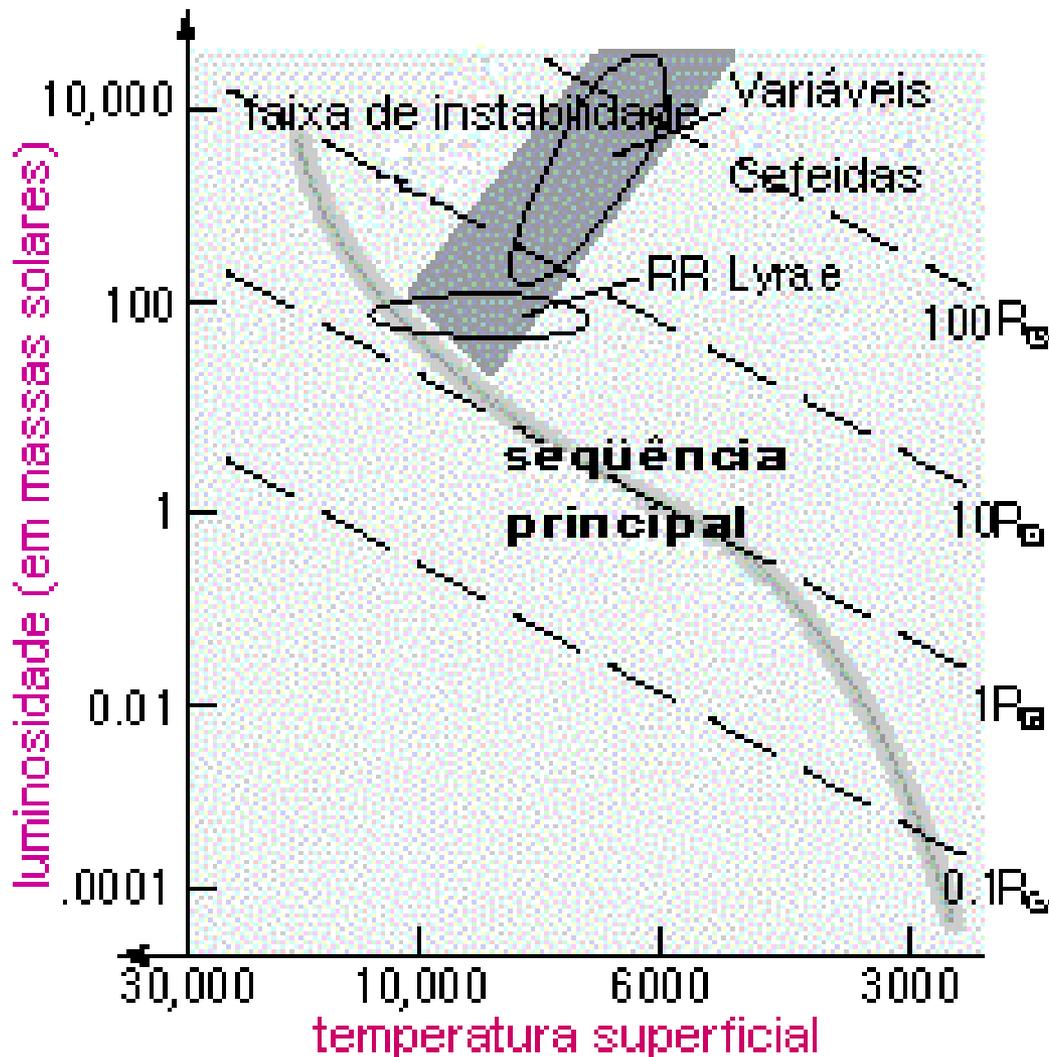
→ método para determinação de distâncias ainda maiores: extragaláticas.

Ex.: Cefeidas → categoria de estrelas variáveis pulsantes.

→ período de pulsação diretamente associado à sua luminosidade.

Variáveis RR Lyrae e Cefeidas

Dois tipos de estrelas pulsantes → muito importantes na determinação de distâncias galacticas e extragalacticas → variáveis RR Lyrae e Cefeidas:



O período de pulsação das variáveis RR Lyrae:

varia entre 0,5 e 1 dia

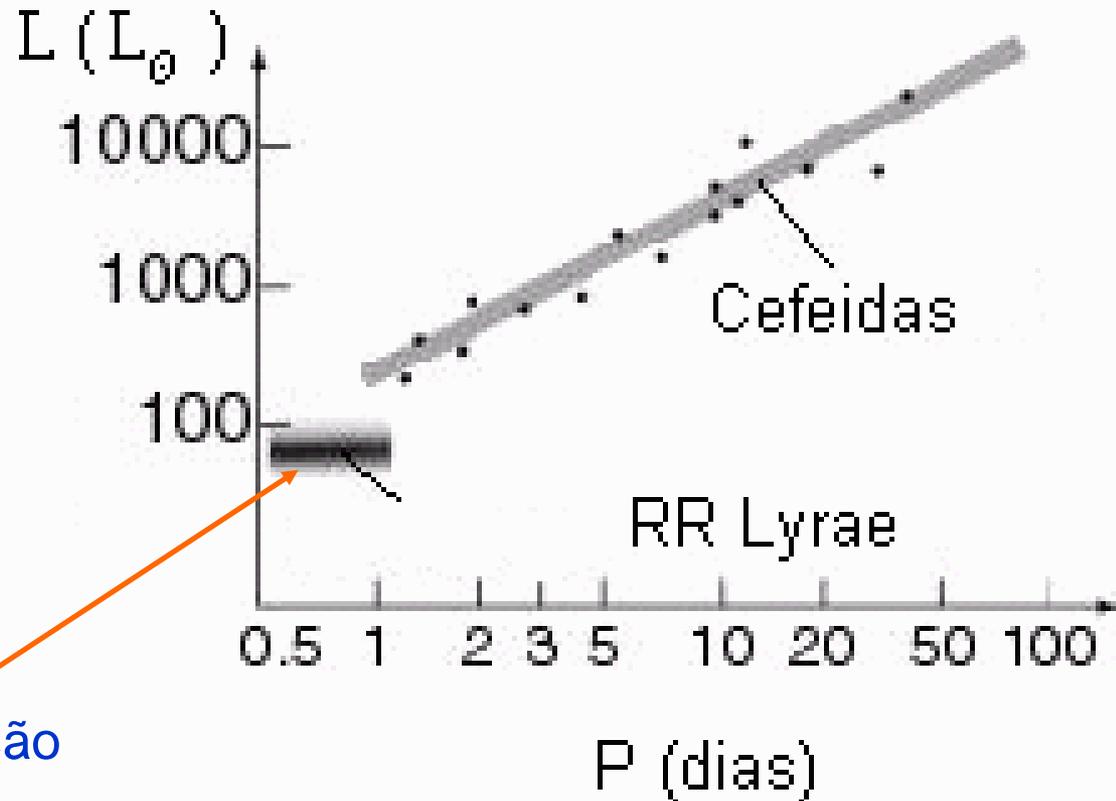
Cefeidas:

pulsam com períodos de 1 a 100 dias.

Gráfico do período de pulsação (P) vs luminosidade (L) para as Cefeidas e RR Lyrae



Henrietta Leavitt



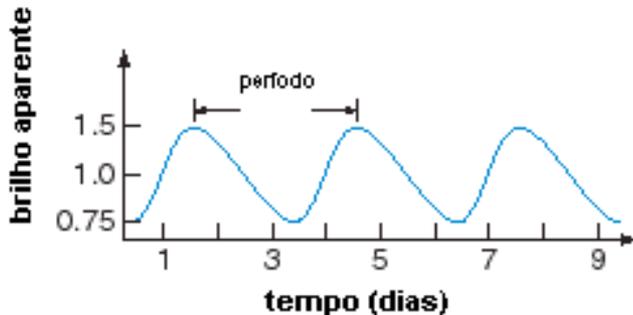
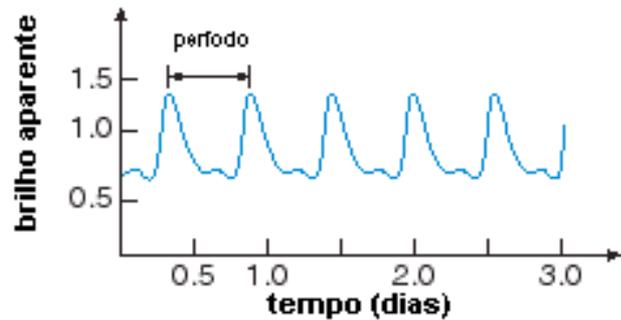
períodos de pulsação das estrelas variáveis RR Lyrae.

Variáveis Cefeidas

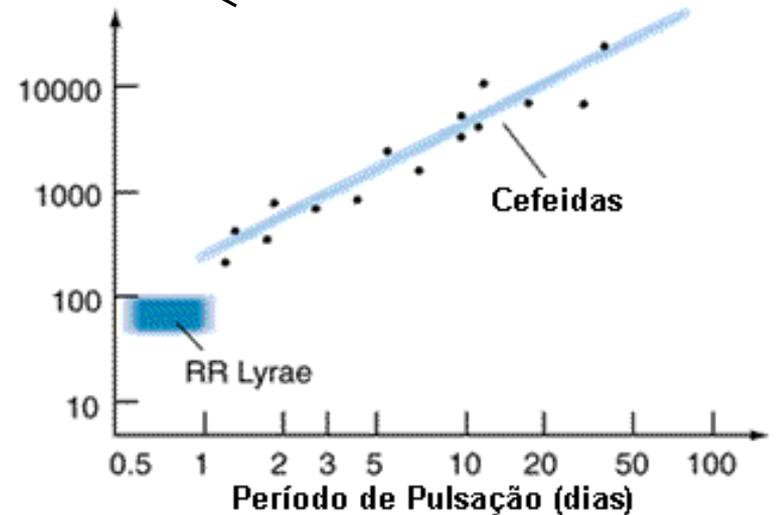
- Variáveis com relação conhecida entre período e luminosidade.

Uma vez medida a luminosidade aparente de uma Cefeida, podemos determinar sua luminosidade intrínseca, que nos permitirá, por sua vez, determinar sua distância:

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



Luminosidade (unidades solares)



Sumario dos 3 métodos para medir a distância de objetos a diferentes profundidades

