

# Estrelas: Distancias, magnitudes, classificação espectral (caps. 8 e 9)

FIS004

Gustavo Guerrero

- Introductory Astronomy & Astrophysics, M. Zeilek, S. A. Gregory & E. v. P. Smith (Cap. 10)
- Agradecimento: Elisabete Dal Pino

# Parâmetros estelares

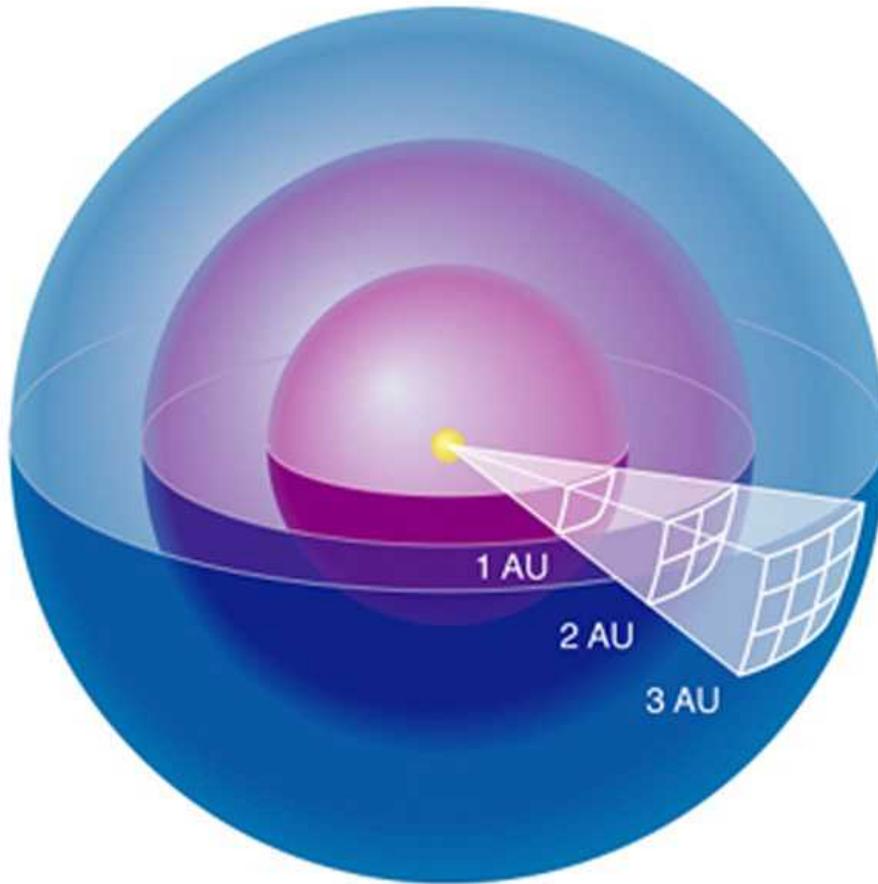
- Luminosidade,  $L$ : potencia (energia/tempo) emitida pela estrela em todas as direções

$$L = \frac{\Delta E}{\Delta t} \quad [\text{J / s}], [\text{erg/s}]$$

- Fluxo emitido na superfície da estrela,  $F$

$$F(R_s) = \frac{L_s}{4\pi R_s^2} \quad \rightarrow \quad L_s = F(R_s) 4\pi R_s^2$$

# Fluxo e distancia

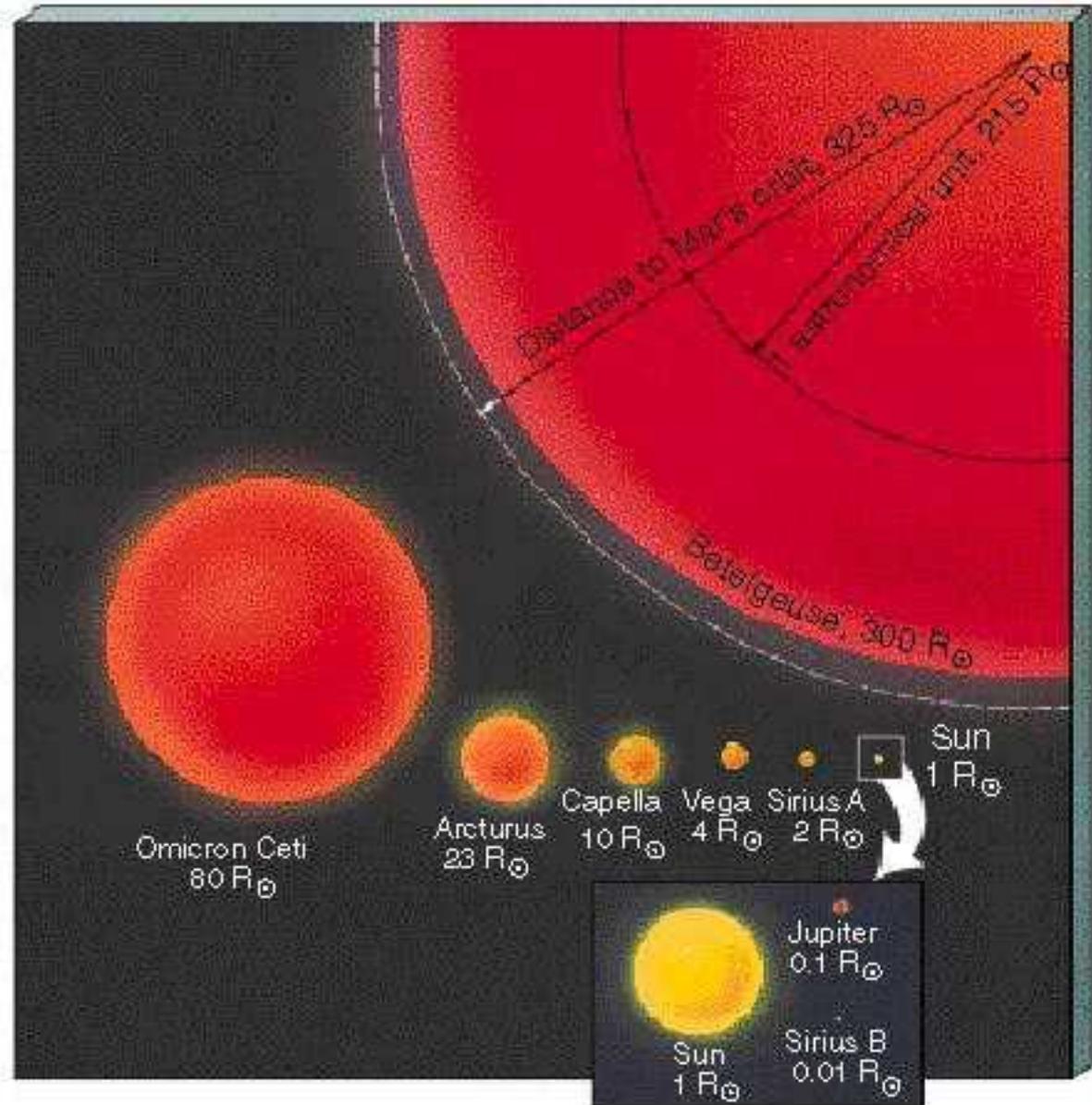
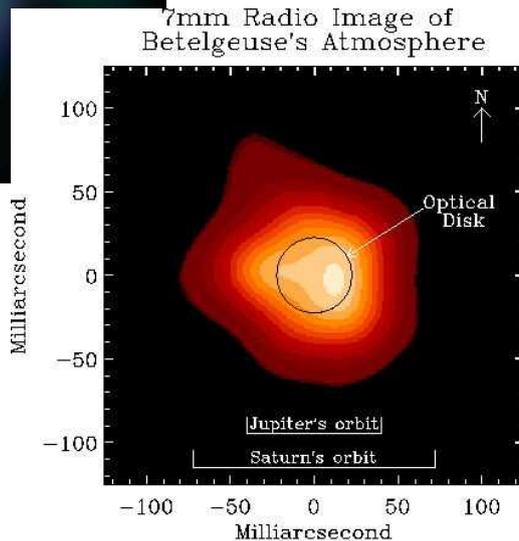
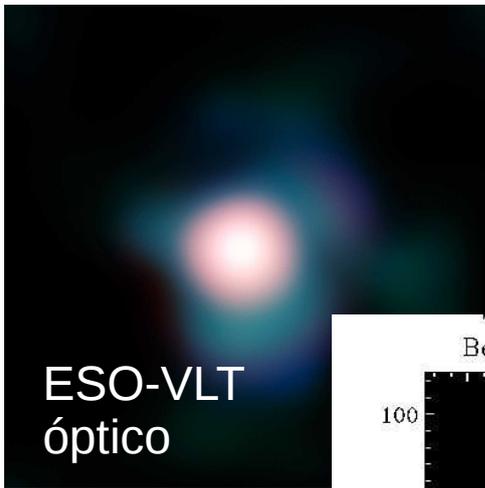


$$Fluxo = \frac{Luminosidade}{4 \pi distancia^2}$$

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

# Raios estelares

A maioria das estrelas quando observadas são pontos sem resolução angular, à exceção de algumas duzias (ex. Betelgeuse,  $R \sim 300 R_{\text{sol}}$ )



- O fluxo observado (já que a  $L$  é intrínseca à estrela)

$$F(d) = F(R_s) \frac{R_s^2}{d^2}$$

- Da lei de Steffan-Boltzman:  $F(R_s) = \int B_\nu d\nu = \sigma T^4$

$$\sigma = 5.76 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ K}^{-4} \text{ s}^{-1}$$

$$L_s = 4\pi R_s^2 \sigma T^4 \quad \rightarrow \quad R_s = \left( \frac{L_s}{4\pi \sigma T^4} \right)^{1/2} \quad \text{Raio estelar}$$

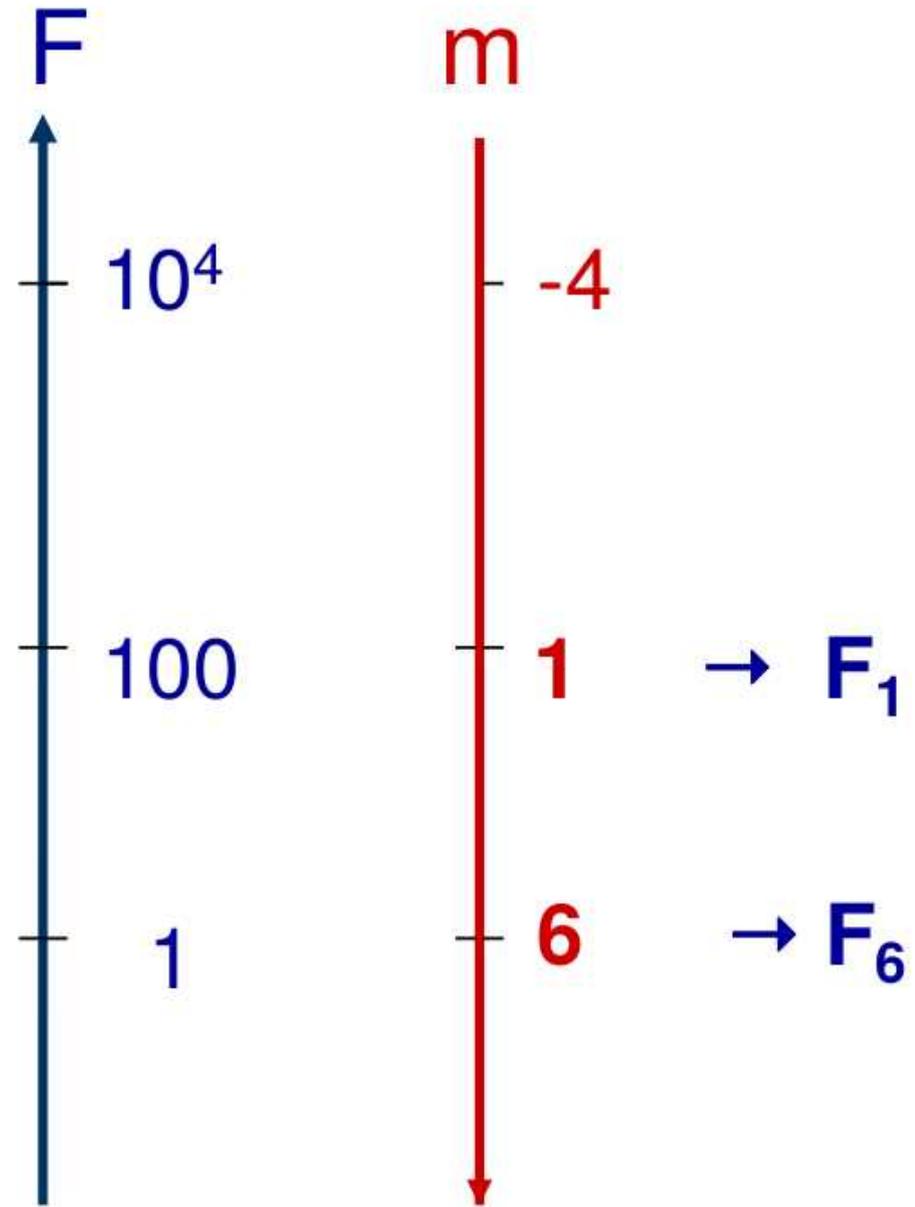
# Escalas de magnitudes

- Magnitude aparente
- Magnitude absoluta
- Modulo de distância
- Magnitude bolométrica
- Índice de cor

# Magnitude aparente (m)

- 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**.

- Estrelas mais brilhantes  $\rightarrow$  1<sup>a</sup> magnitude
  - Magnitude aparente  $m_1 \rightarrow F_1$
- Estrelas menos brilhantes  $\rightarrow$  6<sup>a</sup> magnitude
  - Magnitude aparente  $m_6 \rightarrow F_6$
- Relação aproximada entre as escalas
  - $F_1 \rightarrow 100F_6$
- As magnitudes aparentes correspondem ao brilho (fluxo) que observamos



- Olho humano → detetor logarítmico

- $\Delta m = m_6 - m_1 = 5 \rightarrow F_1/F_6 = 100$

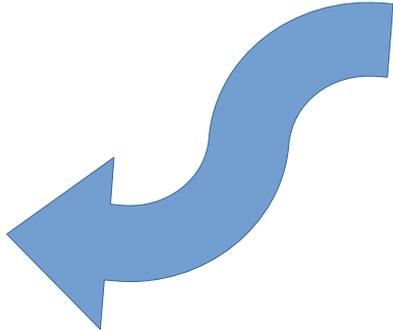
- $\Delta m = m_2 - m_1 = 1 \rightarrow F_1/F_2 = 100^{1/5} = 2.512$

- Logo

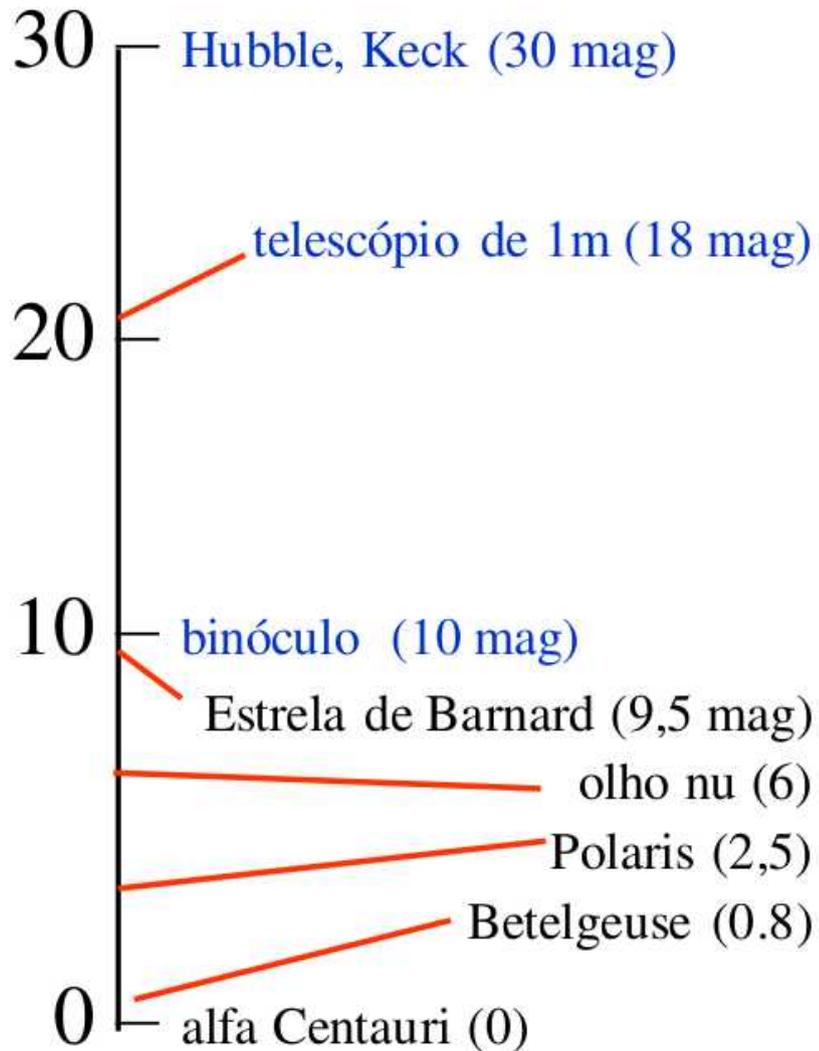
- $F_1/F_2 = 100^{\Delta m/5}$

$$\log \frac{F_1}{F_2} = \left( \frac{m_2 - m_1}{5} \right) \log 100 \quad \longrightarrow \quad \log \frac{F_1}{F_2} = 0.4 (m_2 - m_1)$$

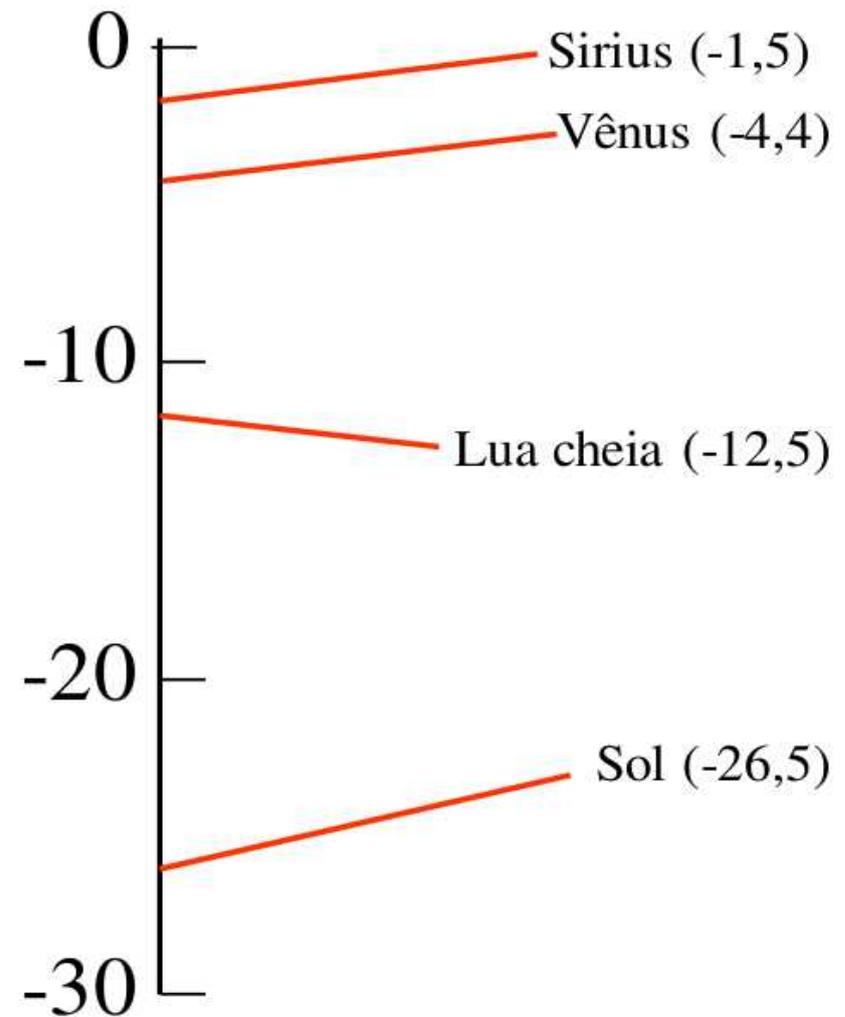
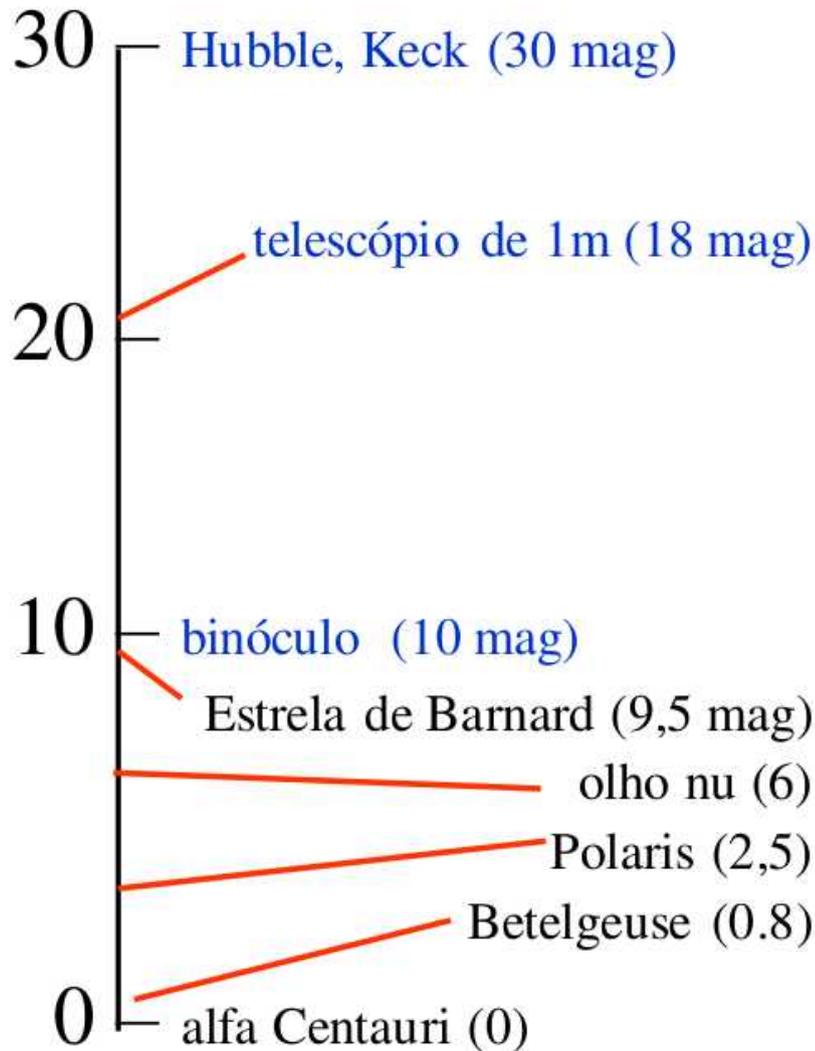
$$m_2 - m_1 = 2.5 \log \frac{F_1}{F_2}$$

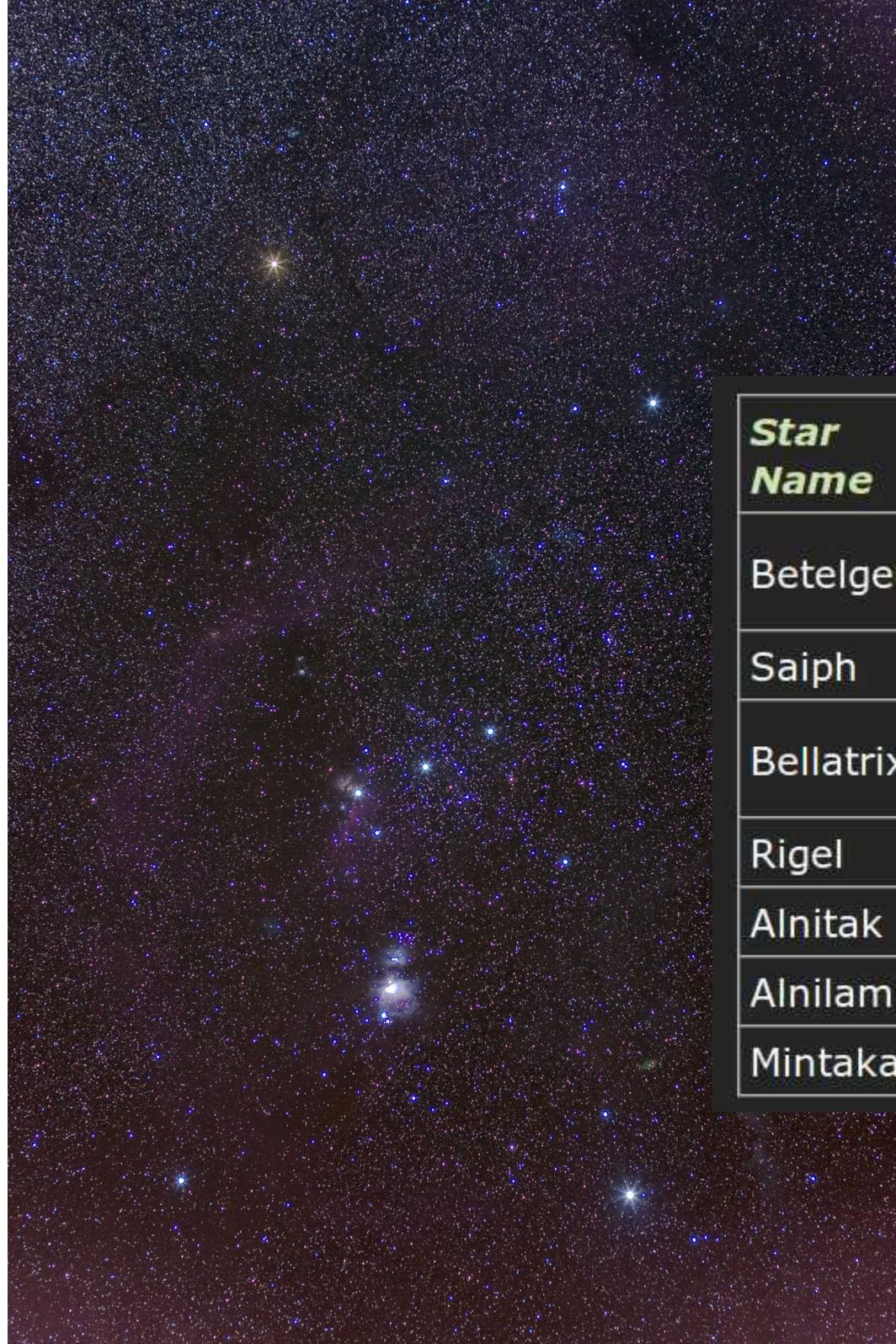


- Escala de magnitude aparente estendida: incluir objetos mais fracos



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





<b><i>Star Name</i></b>	<b><i>Part of Orion</i></b>	<b><i>Magnitude</i></b>	<b><i>Distance (light-years)</i></b>
Betelgeuse	Left shoulder	0.45	427
Saiph	Left foot	2.07	720
Bellatrix	Right shoulder	1.64	243
Rigel	Right foot	0.18	773
Alnitak	Left belt	1.82	815
Alnilam	Center belt	1.69	1,350
Mintaka	Right belt	2.41	916

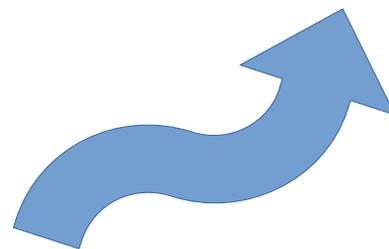
- Magnitude zero → fluxo de calibração
  - **Assumindo que**  $m_1 = 0 \rightarrow F_1 = F_0 =$   
**constante**
- Para estabelecermos a magnitude de uma estrela vamos supor que seu fluxo seja  $F$

$$m_2 - m_1 = 2.5 \log \frac{F_1}{F_2}$$

$$m - 0 = 2.5 \log \frac{F_0}{F}$$

$$m = 2.5 \log F_0 - 2.5 \log F$$

$$m = C - 2.5 \log F$$



- Lembrando que o fluxo depende da distancia:

$$F(d) = \frac{L}{4\pi d^2} \quad m = C - 2.5 \log F$$

$$m = C - 2.5 \log L + 2.5 \log (4\pi d^2)$$

$$m = C' - 2.5 \log L + 5 \log (d)$$

$$C' = C + 2.5 \log (4\pi)$$

- **m é a magnitude aparente da estrela**

# Exercício exemplo 1

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

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

$$m = C - 2.5 \log F$$

$$L_A = 6.4 L_s, \quad L_B = 0.4 L_s ; \quad m_A = m_B$$

$$m_A = C - 2.5 \log \left( \frac{L_A}{4\pi d_A^2} \right)$$

$$\frac{6.4}{0.4} = \frac{d_A^2}{d_B^2} \rightarrow \frac{d_A^2}{d_B^2} = \sqrt{16}$$

$$m_B = C - 2.5 \log \left( \frac{L_B}{4\pi d_B^2} \right)$$

$$d_A = 4 d_B$$

# Exercício exemplo 2

- Um sistema binario cujas estrelas A e B têm uma razão de fluxo de 2. Elas são vistas como um único ponto de magnitude 5. Qual é a magnitude de cada estrela?

$$L_A = 2 L_B$$

$$m_B - m_A = 2.5 \log \left( \frac{F_A}{F_B} \right) = 2.5 \log 2 = 0.75$$

~~$$m_B + m_A = 5?$$~~

$$F_B = (F_A + F_B) / 3$$

Na verdade, a soma dos fluxos  $F_A + F_B$  correspondem a uma estrela de  $m=5$ . Podemos comparar a estrela B com uma estrela de magnitude 0 com um fluxo 100 vezes maior que  $F_B$

$$m_B - m_0 = 2.5 \log \left( \frac{F_0}{F_B} \right) = 2.5 \log 300 = 2.5 \times 2.477 = 6.19$$

$$m_A = m_B - 0.75 = 6.19 - 0.75 = 5.44$$

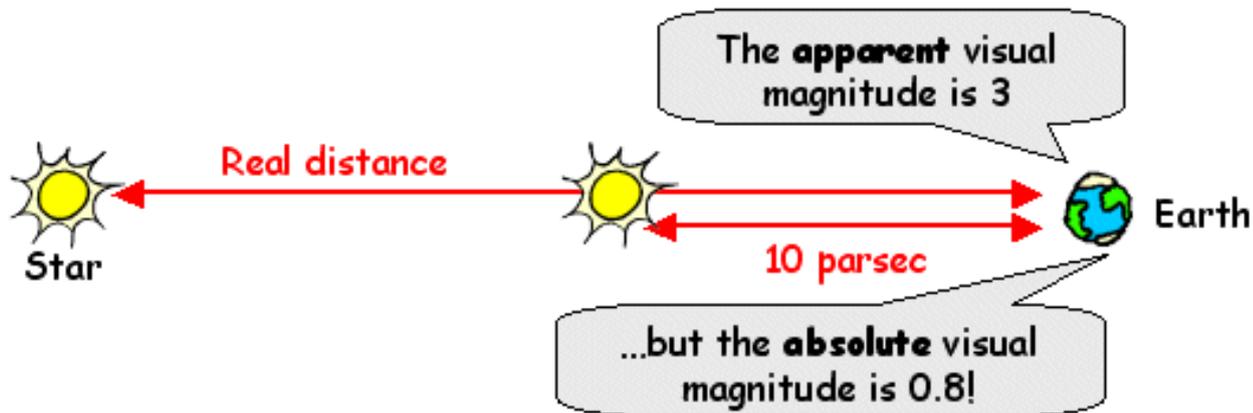
# Magnitude absoluta (M)

- Para comparação entre diversas estrelas supõe-se uma mesma distância para todas: 10 pc
- (1pc =  $3.086 \times 10^{16}$  m = 3.26 al)

$$m, d, L, F_d$$

$$M, 10 \text{ pc}, L, F_{10}$$

$$\rightarrow M = m(d = 10 \text{ pc})$$



$$m = C' - 2.5 \log L + 5 \log(d)$$

$$M = C' - 2.5 \log L + 5$$

# Modulo de distância (m-M)

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

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

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

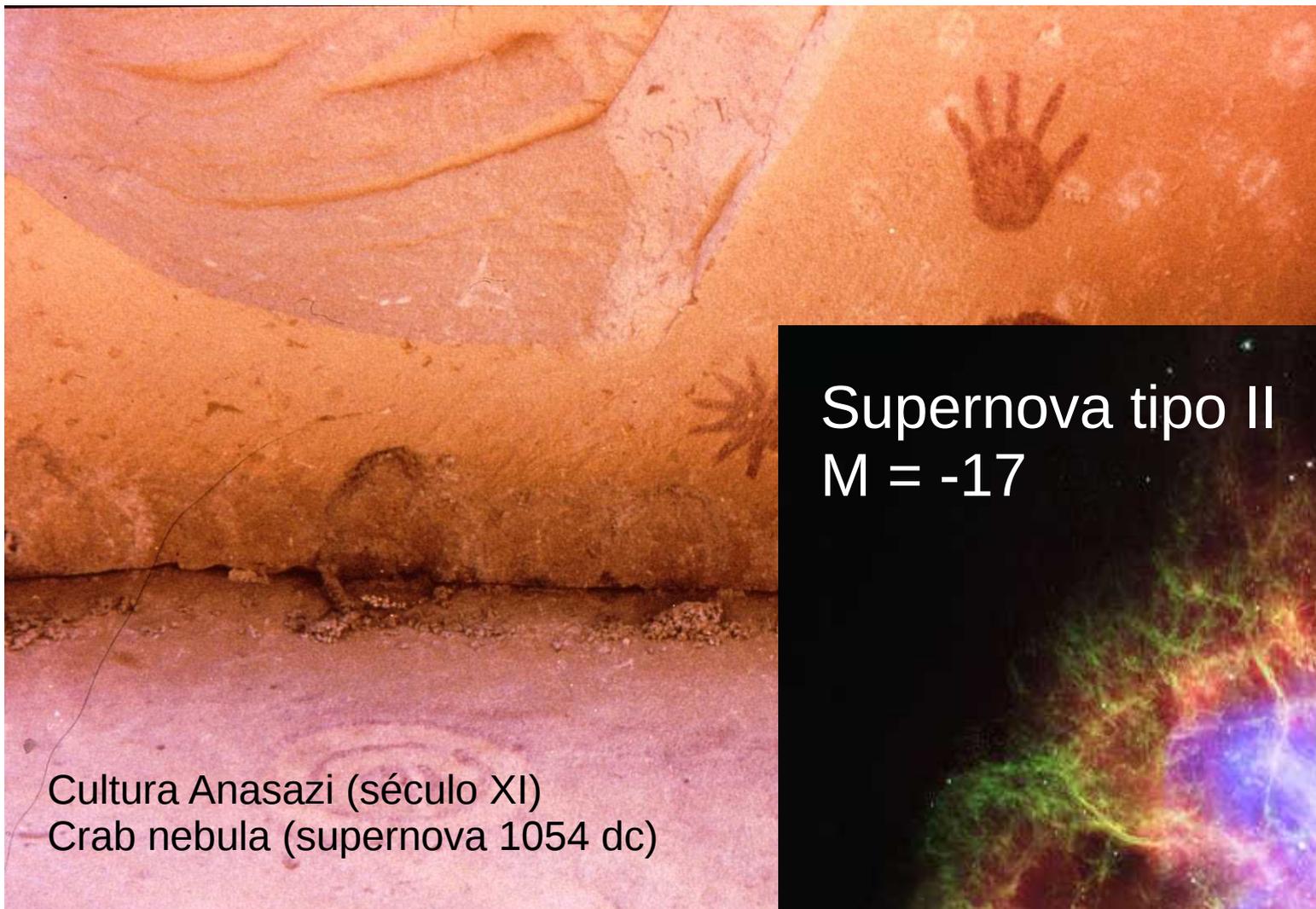
A distância calculada dessa forma esta em pc.  
O resultado assume ausência de extinção interestelar

$F$  e  $m$   $\rightarrow$  quantidades que dependem da distância

$L$  e  $M$   $\rightarrow$  propriedades intrínsecas da estrela

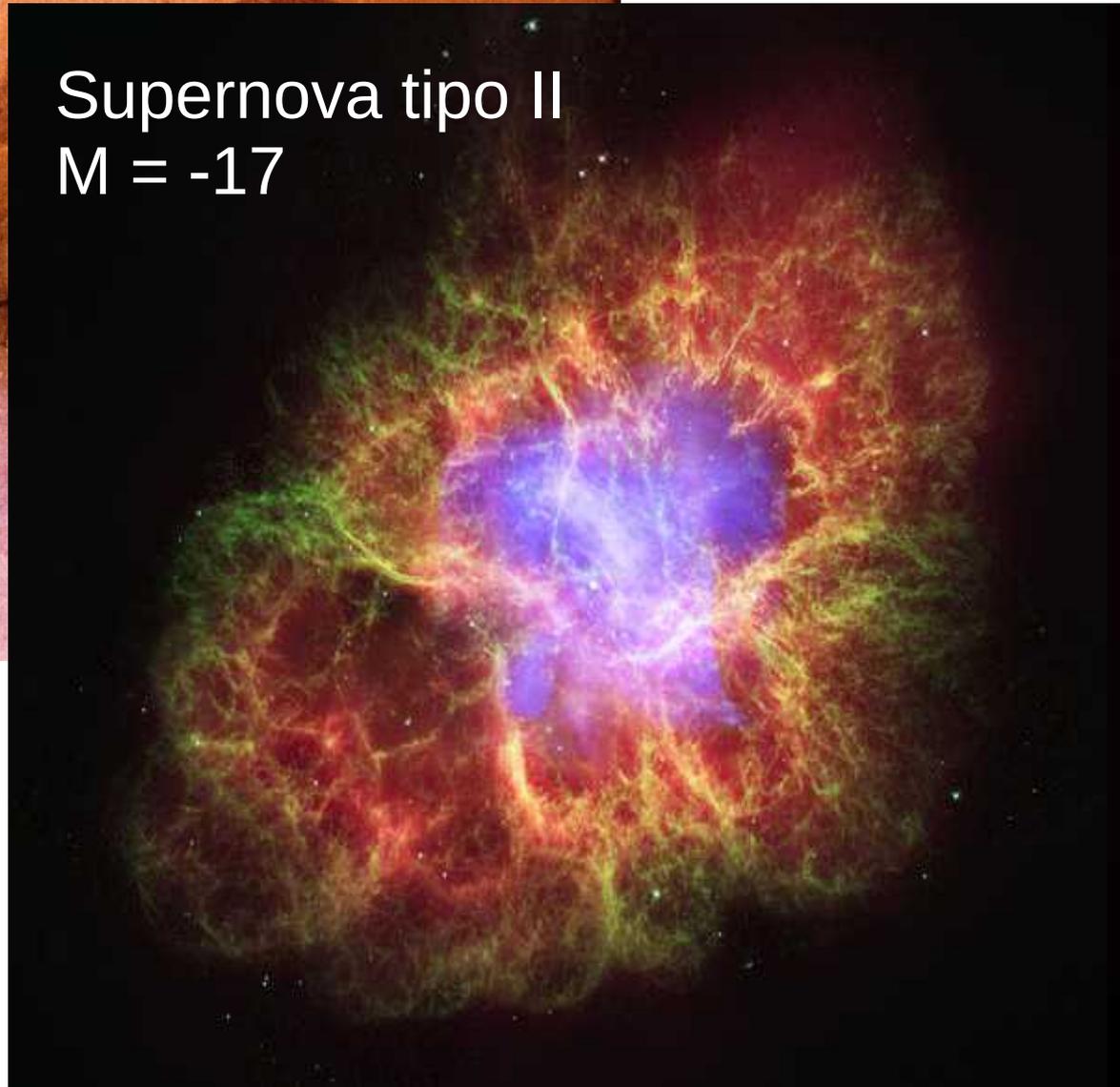
Normalmente, medem-se  $F$  e  $m$  e, sabendo a distância ao objeto, tem-se  $L$  e  $M$ .

Exemplo de exceção: Estrelas variáveis pulsantes, como as Cefeidas.  $L$  e  $M$  podem ser obtidas apenas do período de pulsação.



Cultura Anasazi (século XI)  
Crab nebula (supernova 1054 dc)

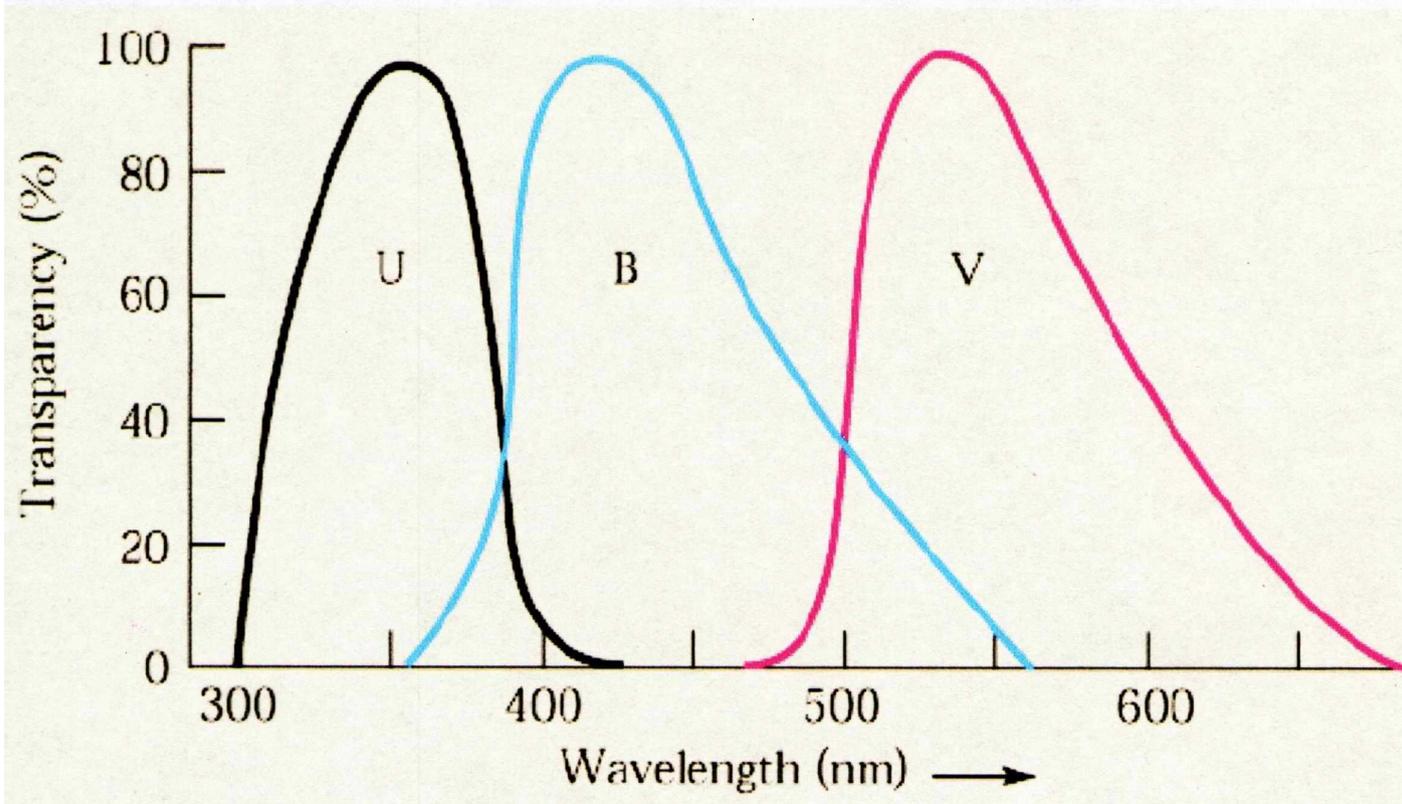
Supernova tipo II  
 $M = -17$



$$\Rightarrow M_{Sol} = m_{Sol} - 5 \log d + 5 = 4,74$$

# 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( $\lambda= 550\text{nm}$ )

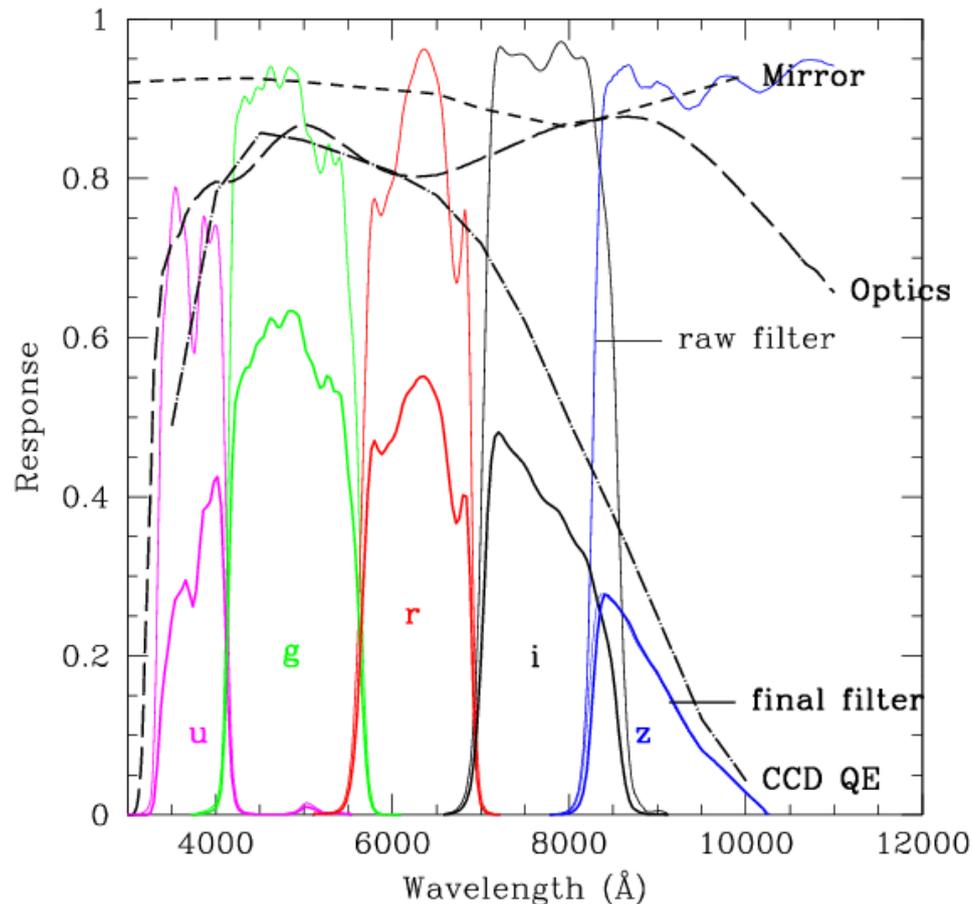


U, B e V representam os brilhos ou magnitudes aparentes ( $m_U$ ,  $m_B$ ,  $m_V$ ) nas bandas do ultravioleta, azul e visível.

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

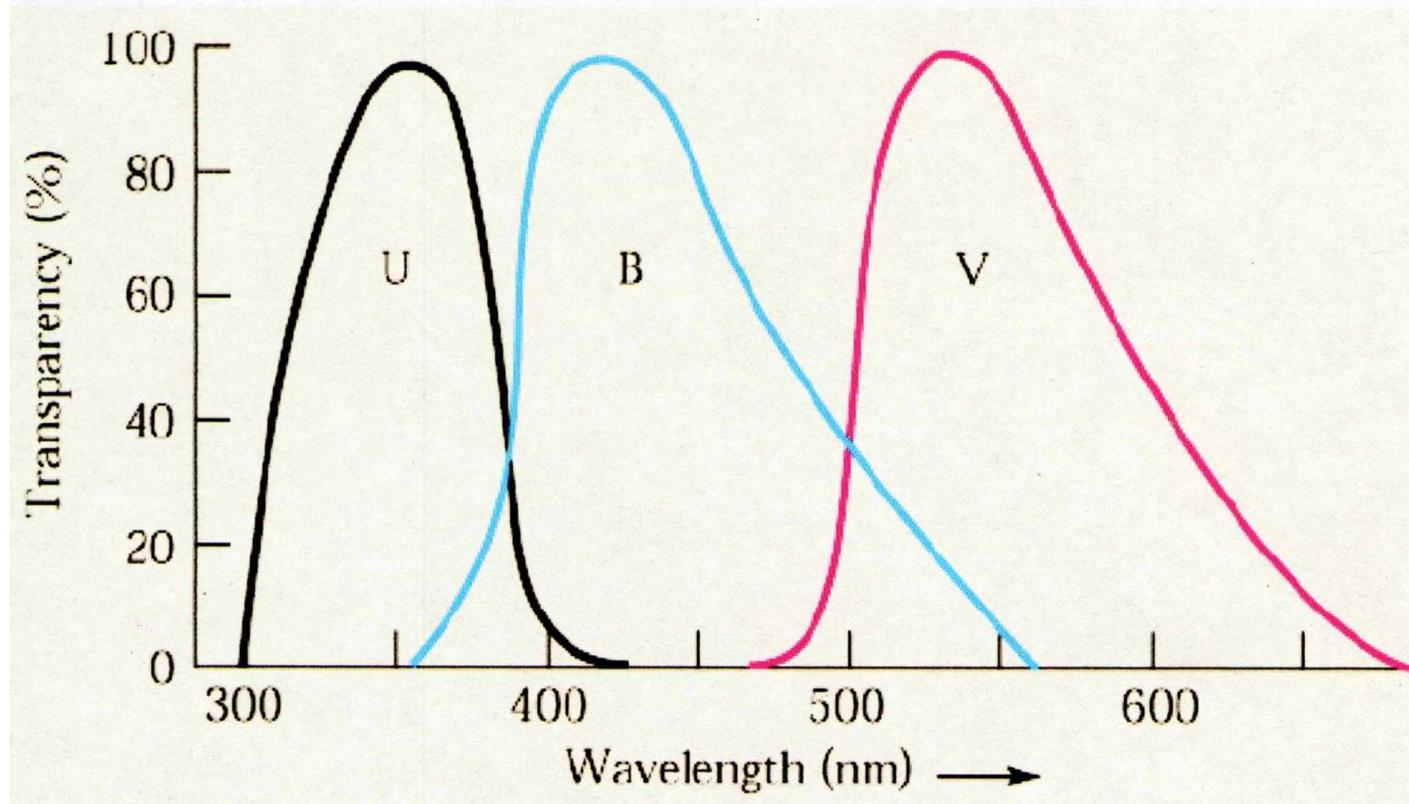
- Índice de cor é a diferencia entre magnitudes aparentes (brilhos) ou absolutas (Luminosidade) nas diferentes bandas
- Ex: ***B-V***, ***V-R***, ***H-K***, ***g'-r'***, ***etc***
- Por convenção (banda mais azul – banda mais vermelha)



Sistema de filtros ugriz

# 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**

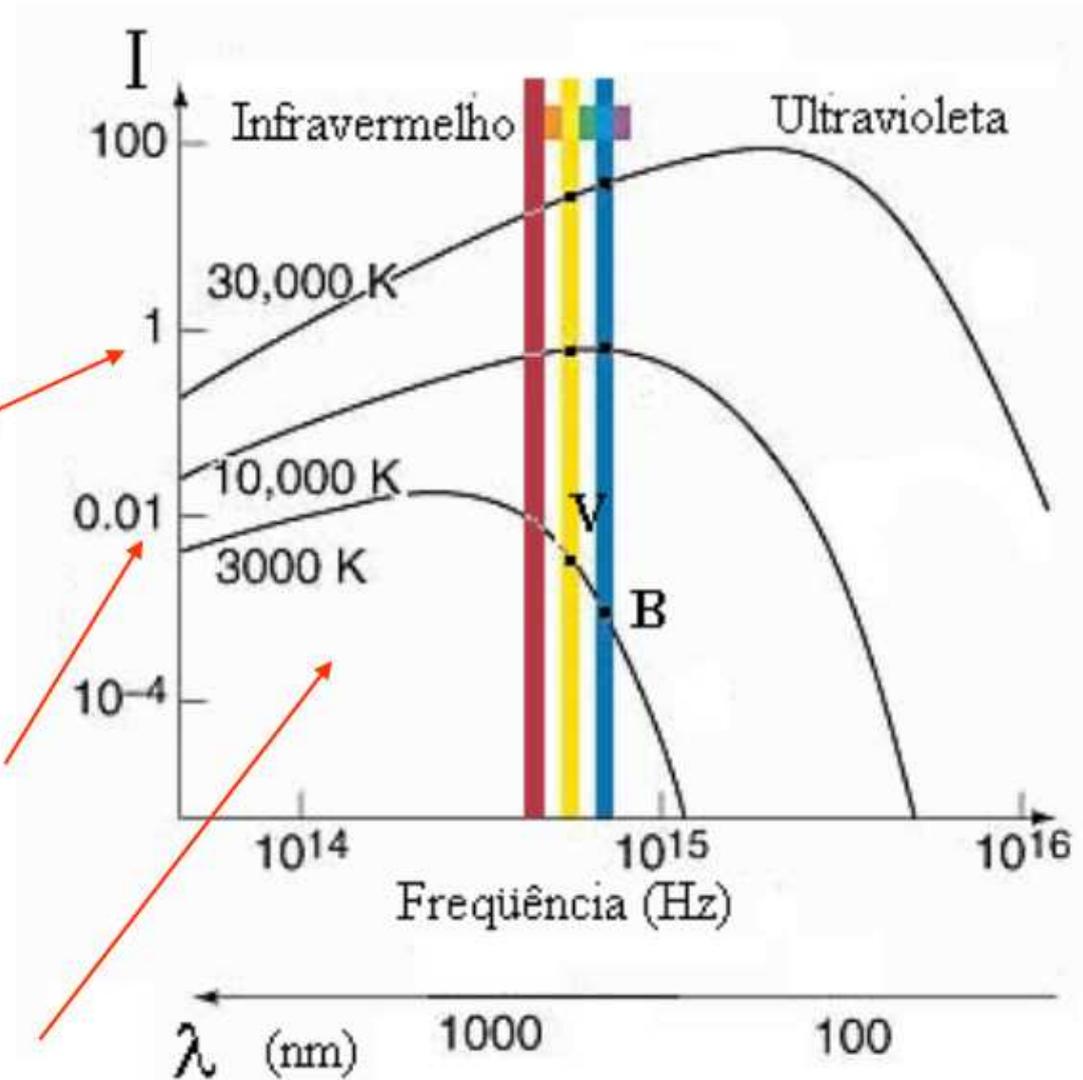
Considere três estrelas *a*, *b*, *c* :

$$T_a > T_b > T_c$$

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

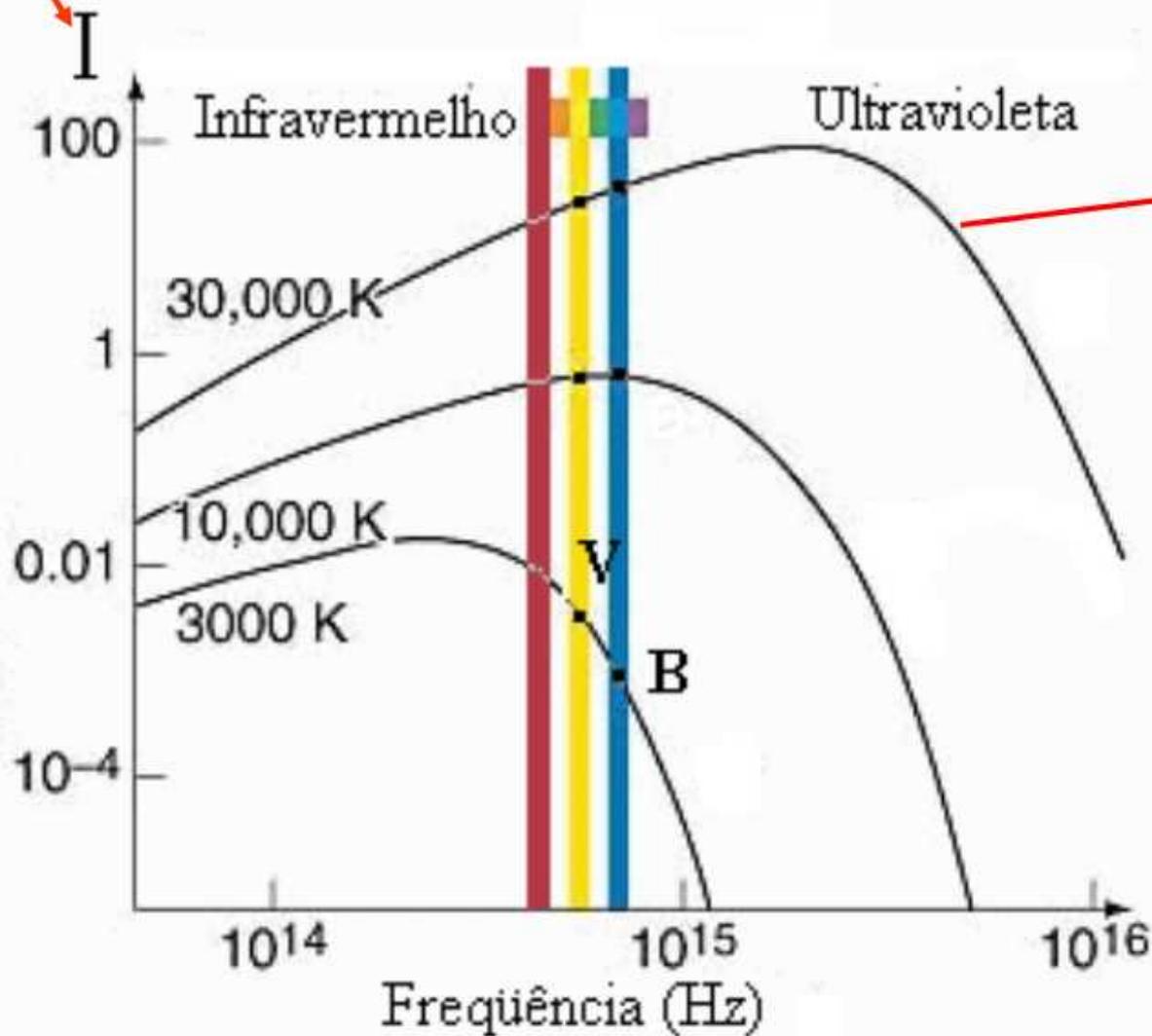
(b) **T=10.000 K:** intensidades em B e V são iguais,

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



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

Fluxo



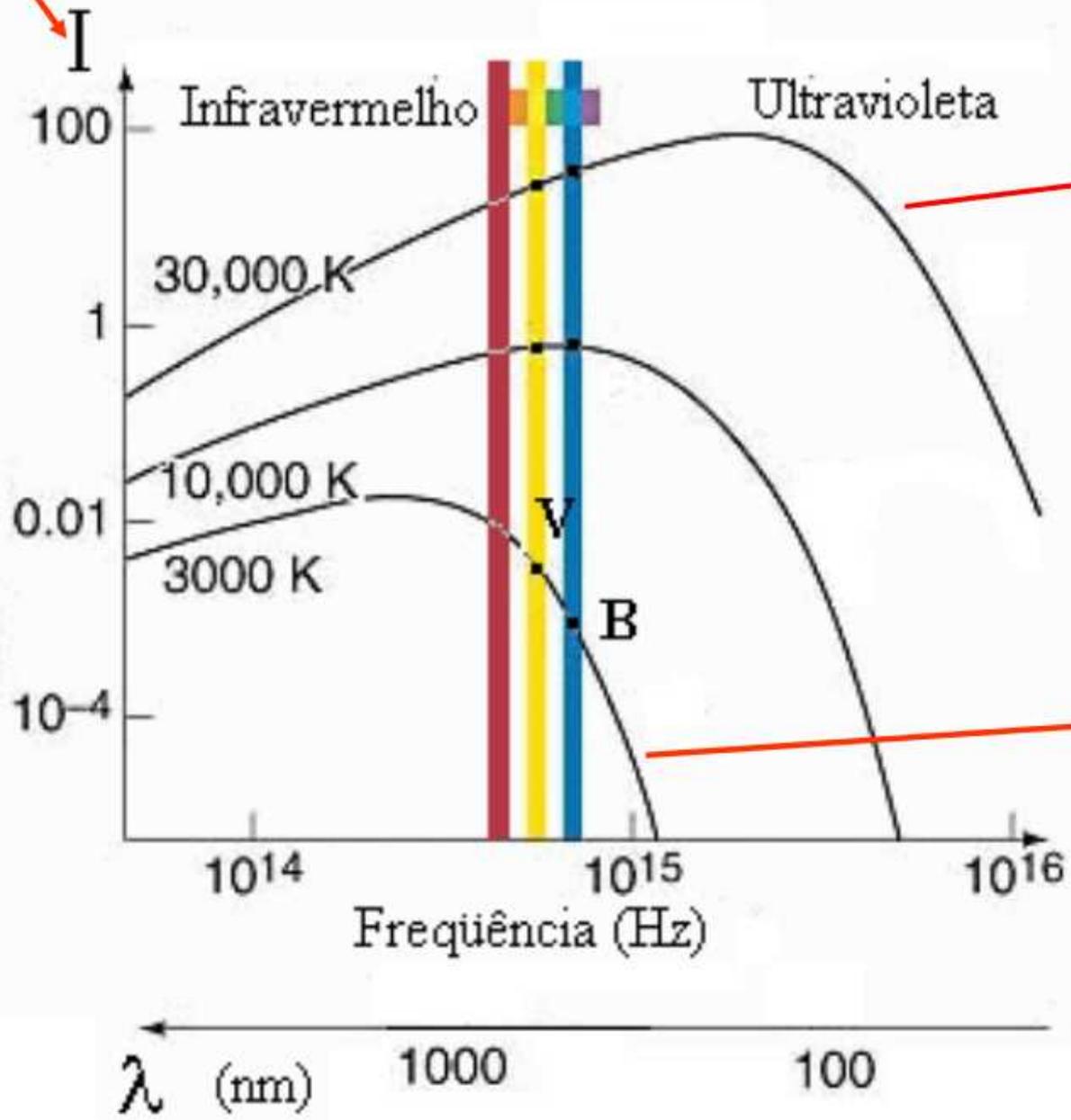
$$F_B > F_V \Rightarrow B < V$$

$$[B-V] < 0$$

Estrela quente, azulada

Fluxo

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

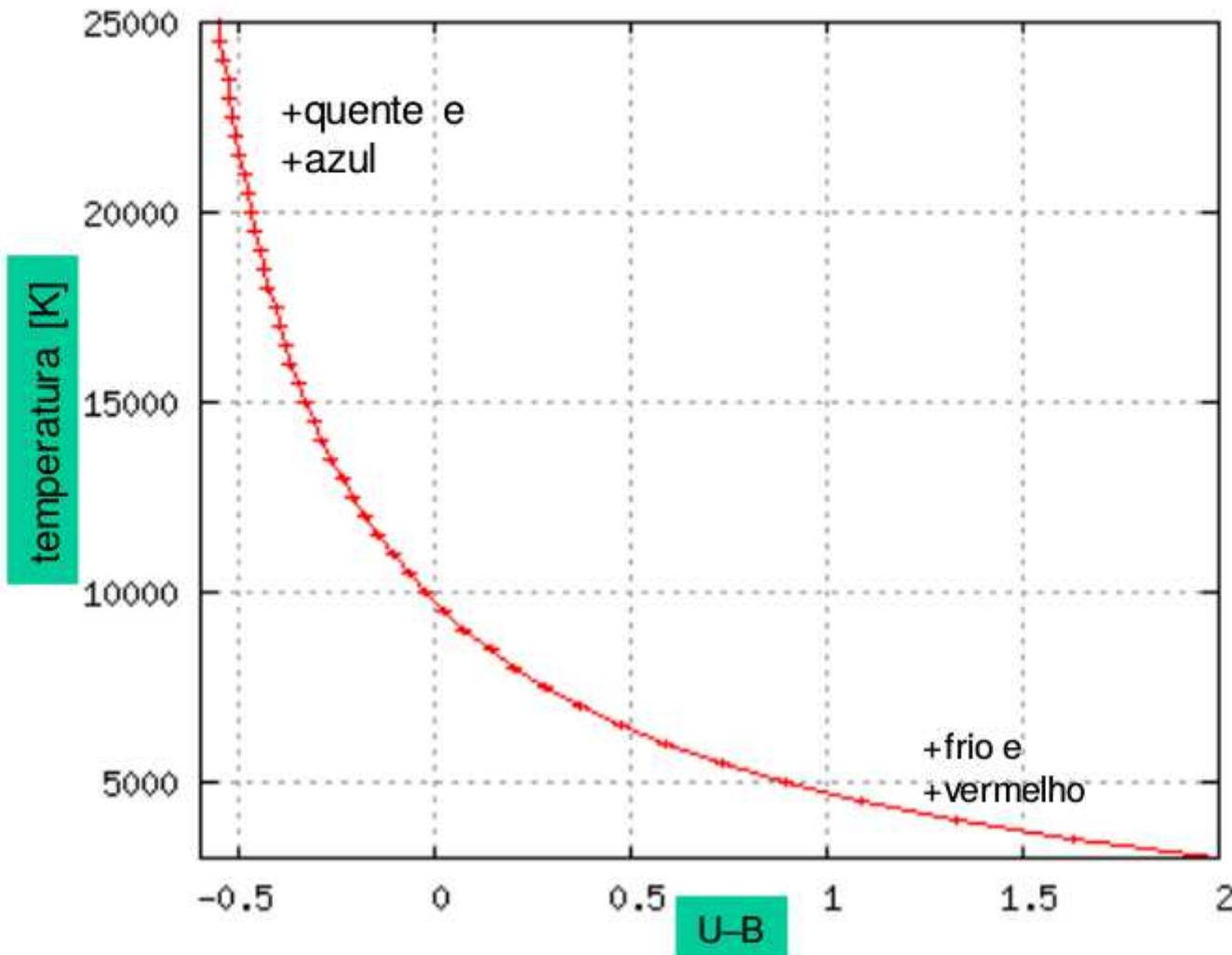


$F_B > F_V \Rightarrow B < V$   
 $[B-V] < 0$   
Estrela quente, azulada

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

# Índice de cor e temperatura

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



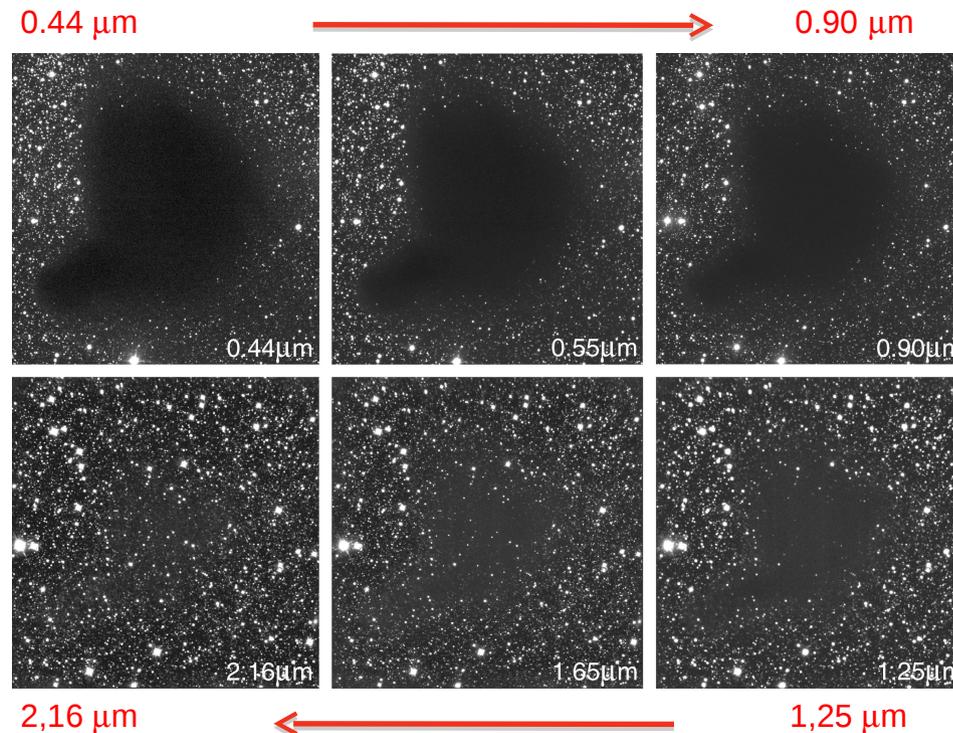
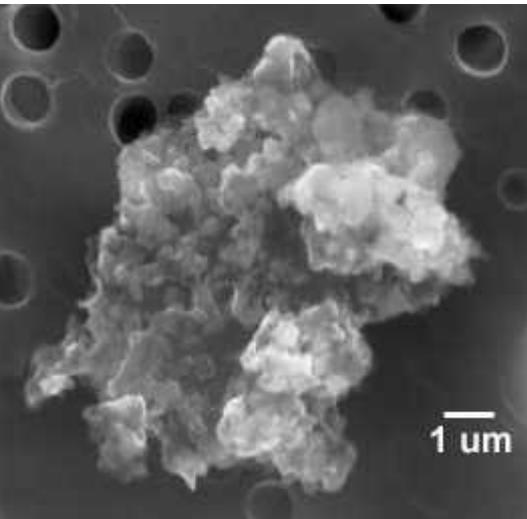
# Absorção e avermelhamento

- 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.



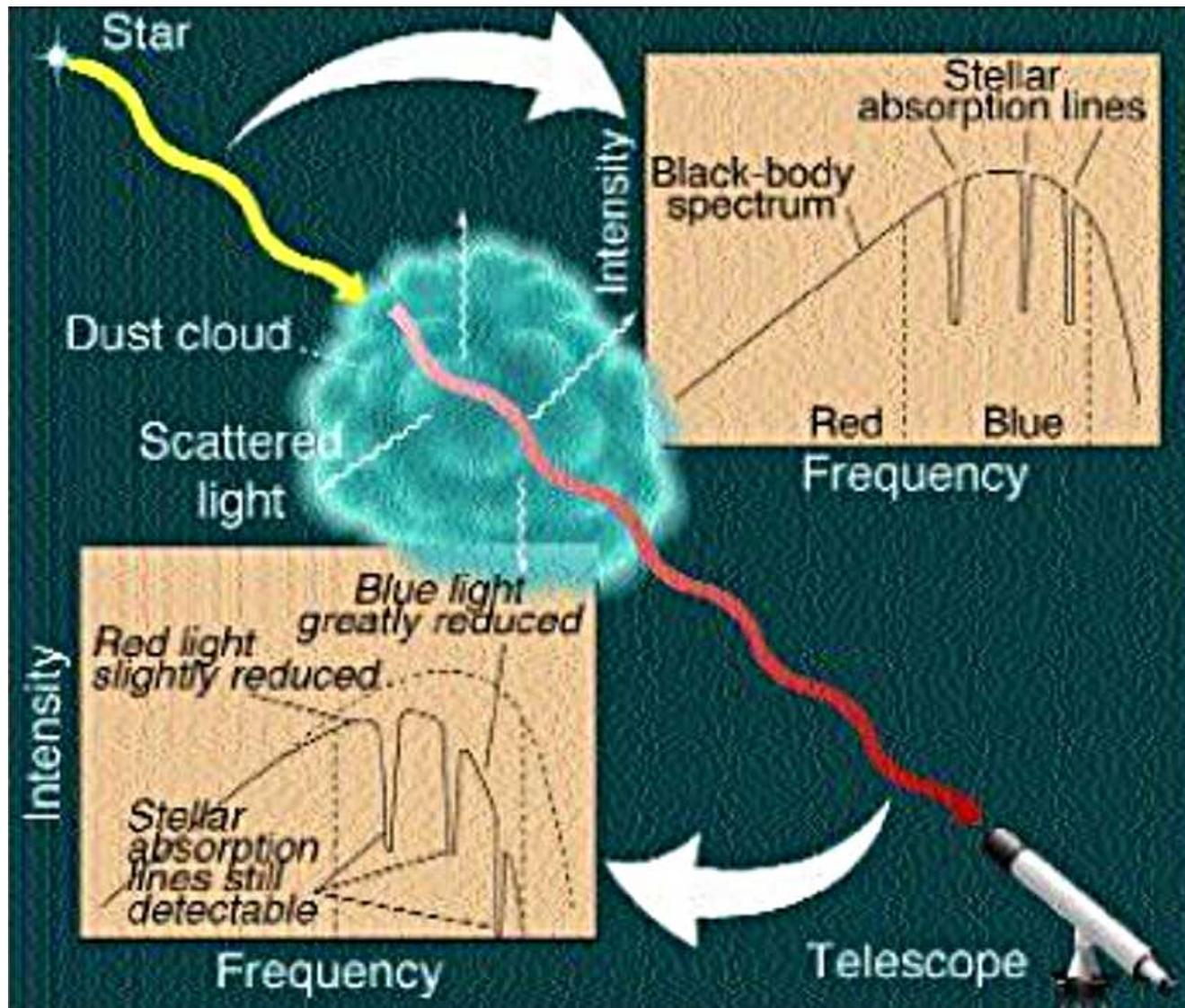
# Absorção e avermelhamento

- O meio interestelar contém poeira
- Consiste em aglomerados de átomos e moléculas
- Semelhante a poeira de giz, de fumaça ou a nevoa
- O tamanho típico de uma partícula de poeira é  $10^{-7}$  m (comparável ao  $\lambda$  da luz visível)
- A poeira é responsável pela absorção que é seletiva, depende do comprimento de onda.
  - transparentes aos  $\lambda$ 's de rádio ou infravermelho ( $\lambda$ 's  $\gg 10^{-7}$  m)
  - opacos aos  $\lambda$ 's ultravioleta e raios X ( $\lambda$ 's  $\ll 10^{-7}$  m).



Nuvem escura  
Barnard 68 vista  
em vários  
comprimentos de  
onda. Fonte: ESO

- 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  $A_\lambda$  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).

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

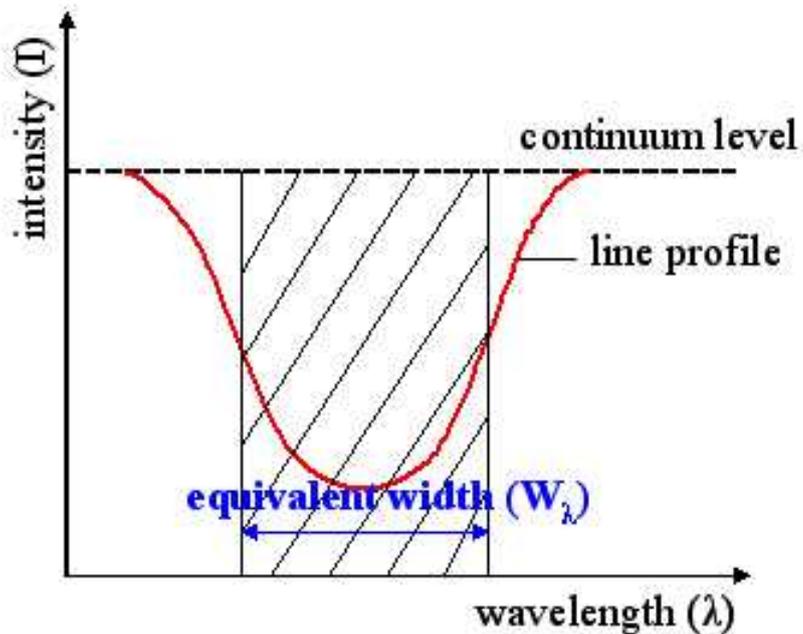
- A magnitude medida usando todo o espectro é chamada bolométrica.
  - Isto é calculado, assumindo uma forma para o espectro e extrapolando a observação em uma ou mais bandas.

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

# Classificação espectral



- “Força” de uma linha espectral (line strength) - largura equivalente
- Em astronomia define-se a força de uma linha espectral através da medida de sua largura equivalente.



O retângulo ao lado, de intensidade igual ao nível do contínuo, tem a mesma área da linha de absorção. A largura do retângulo é a largura equivalente da linha.

$$W = \int \frac{(F_C - F_\lambda)}{F_C} d\lambda$$

# Tipos espectrais de estrelas

## Origem histórica - Harvard ~1890

Edward Pickering e Williamina Fleming por volta de 1890 classificaram os espectros estelares com letras maiúsculas, de acordo com a “força” de suas linhas de absorção do hidrogênio, começando com a letra A para os mais “fortes”.

Na mesma época, Antonia Maury estudava uma classificação um pouco diferente, que levava em consideração a largura das linhas. As estrelas B's viriam antes das A's.

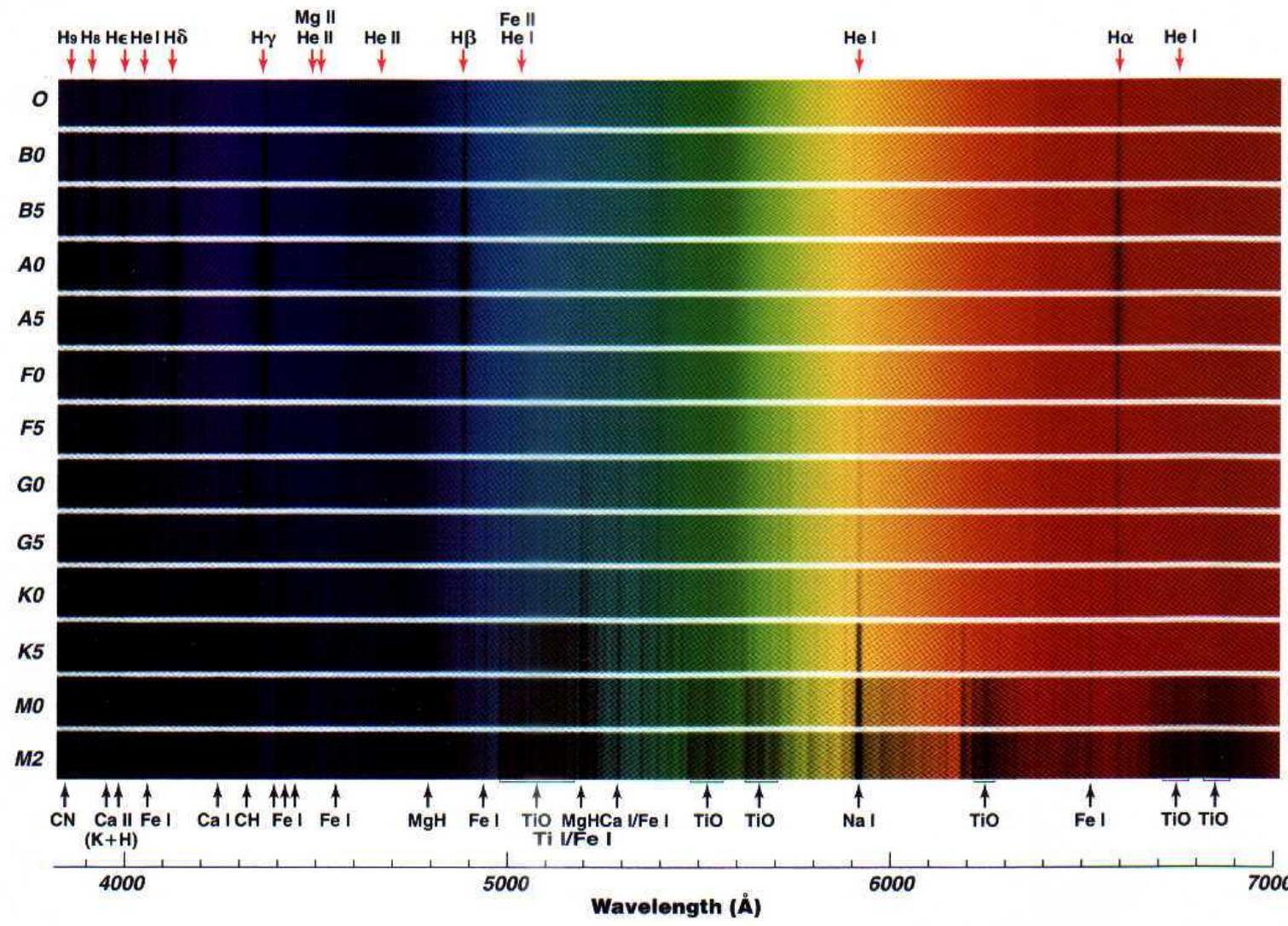
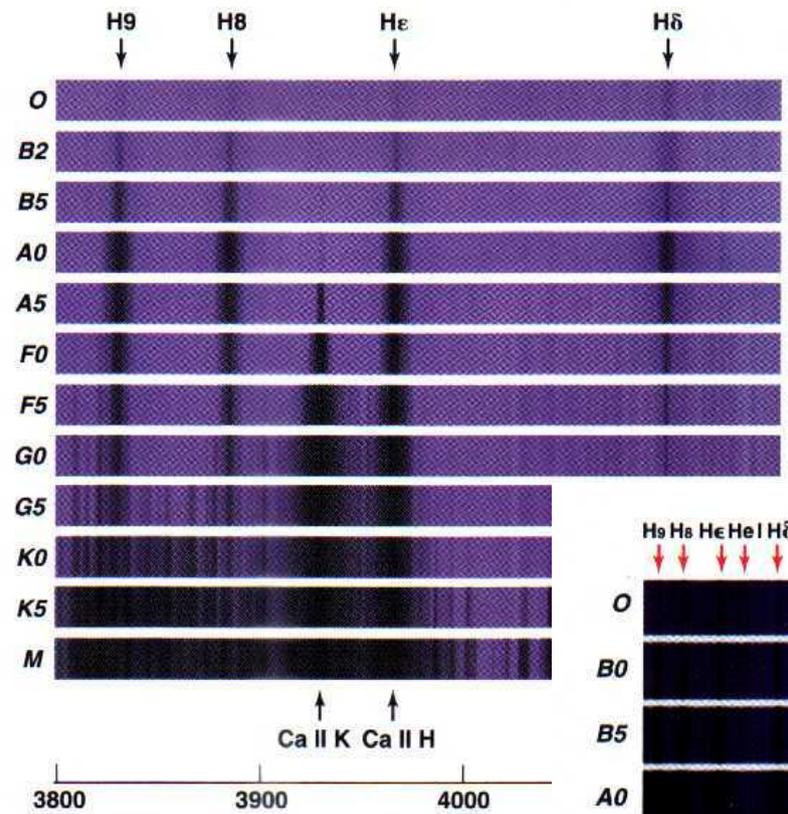
Em 1901, Annie Cannon usou o esquema de Pickering e as ideias de Maury e propôs uma nova classificação, colocando as estrelas O antes das B's e das A's. Ela também adicionou sub-divisões decimais como A0-A1-A2...A9.

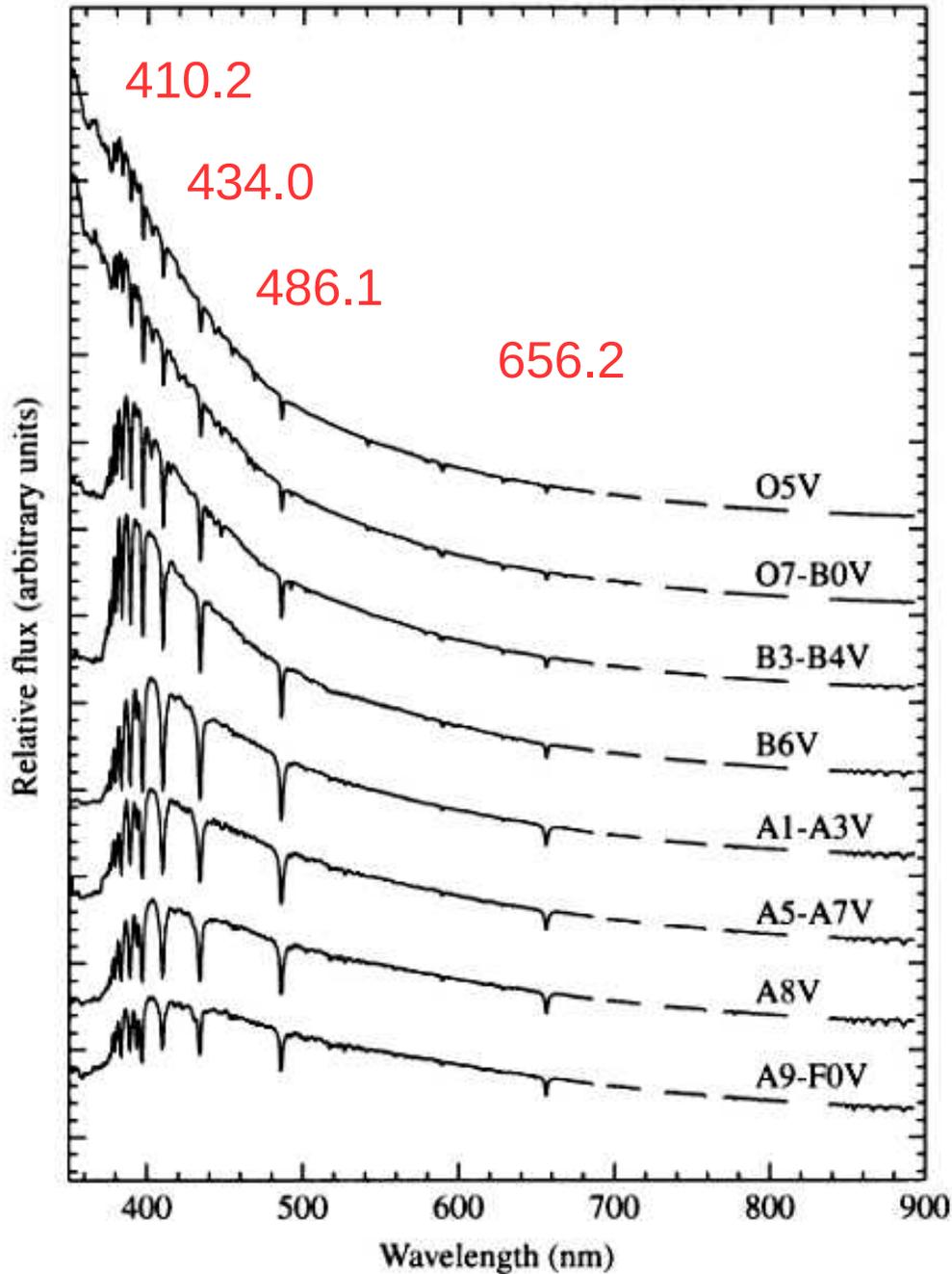
A classificação de Harvard tornou-se uma classificação baseada na temperatura, indo das estrelas mais quentes até as mais frias: O B A F G K M.

Análise de cerca de 200,000 espectros de 1911 a 1914 resultou no catálogo **Henry Draper**, que é usado até hoje para identificar as estrelas mais brilhantes no céu. Betelgeuse, por exemplo é HD 39801.

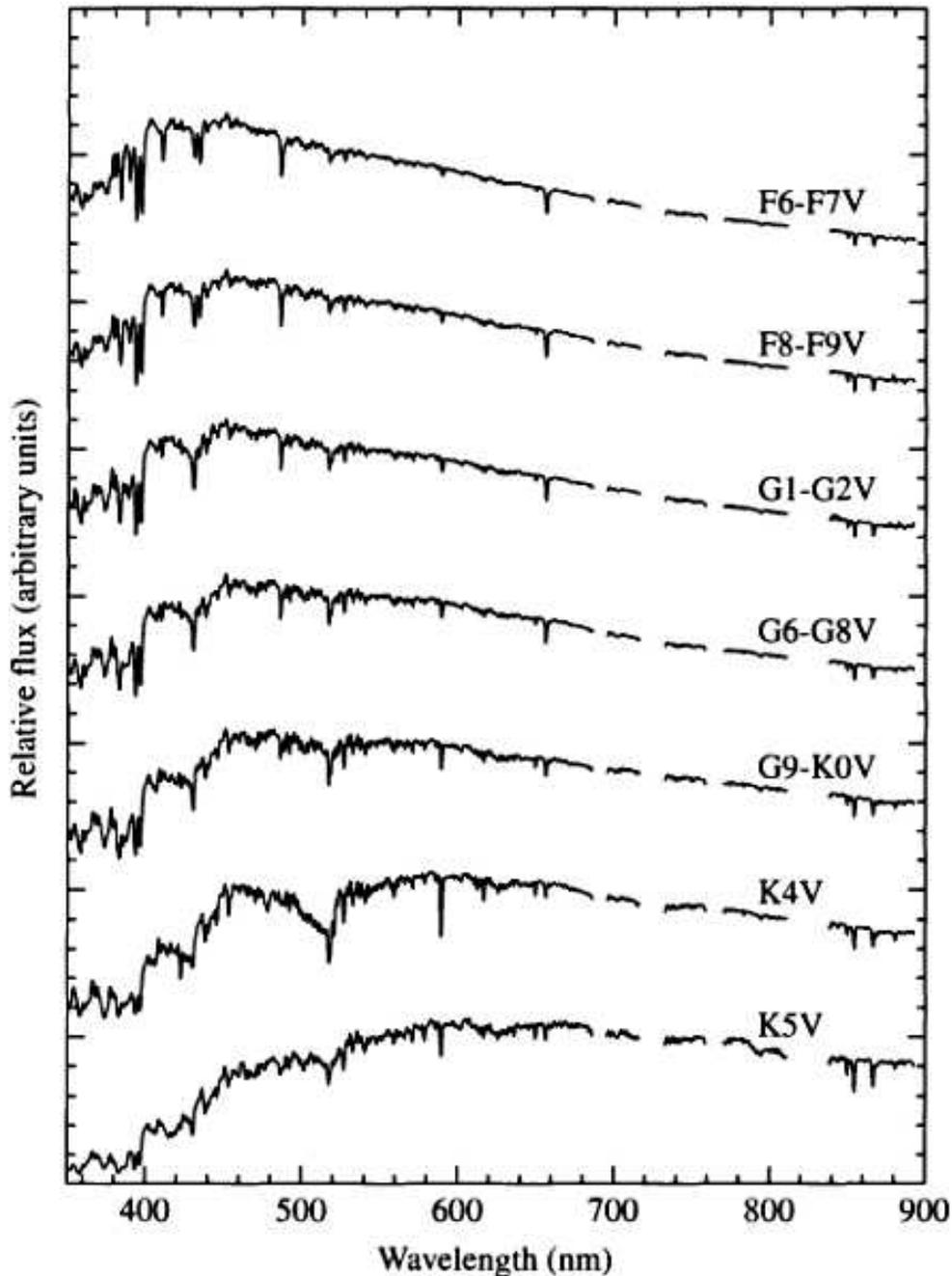
# Tipos Espectrais

Intensidade e largura das linhas espectrais





- O - Azuis (28,000 K - 50,000 K)  
poucas linhas.  
He II em absorção (as vezes emissão)  
He I em absorção
- B - Branco- azuladas (10,000 K - 28,000 K)  
He I em absorção (máximo em B2)  
H I (Balmer) intensificam-se
- A - Brancas (7,500 K - 10,000 K)  
H I (Balmer) intensas (máximo em A0)  
Ca II em absorção intensificando-se
- F - Branco-amareladas (6,000 K- 7,500 K)  
Ca II intensificam-se e Balmer diminui  
Fe I, Cr I
- G - Amarelas (4,900 K - 6,000 K)  
Ca II tornam-se mais intensas  
Fe I e outros metais neutros  
intensificam-se



- K - Alaranjadas (3,500 K- 4,900 K)  
Ca II H e K (396.8 e 393.3 nm) com máximo em K0. Linhas de absorção metálicas.
- M - Vermelhas (2,500 K - 3,500 K)  
Linhas de absorção metálicas.  
Bandas de absorção moleculares, especialmente TiO e VO (óxidos de titânio e vanádio)
- L - Vermelhas escuras (1,300 K - 2,500 K)  
Bandas de absorção moleculares de metais híbridos (CrH, FeH), água, monóxido de carbono (CO) e metais alcalinos (Na, K, Rb. Cs). TiO e VO diminuindo.
- T - Infravermelhas ( < 1,300 K)  
Bandas de absorção intensas de metano (CH<sub>4</sub>). CO diminuindo.

## Massas, Raios e Luminosidades na Sequência Principal

Class	Temperature	Star colour	Mass	Radius	Luminosity	Hydrogen lines
<b>O</b>	30,000 – 60,000 K	Bluish ("blue")	60	15	1,400,000	Weak
<b>B</b>	10,000 – 30,000 K	Bluish-white ("blue-white")	18	7	20,000	Medium
<b>A</b>	7,500 – 10,000 K	White with bluish tinge ("white")	3.1	2.1	80	Strong
<b>F</b>	6,000 – 7,500 K	White ("yellow-white")	1.7	1.3	6	Medium
<b>G</b>	5,000 – 6,000 K	Light yellow ("yellow")	1.1	1.1	1.2	Weak
<b>K</b>	3,500 – 5,000 K	Light orange ("orange")	0.8	0.9	0.4	Very weak
<b>M</b>	2,000 – 3,500 K	Reddish orange ("red")	0.3	0.4	0.04	Very weak



[www.spacetelescope.org](http://www.spacetelescope.org)

Créditos: NASA, ESA, J. Anderson and R. van der Marel (STScI)

# REVISANDO

## 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.**

# REVISANDO

- Magnitude aparente,  $m$

- Lembrando que:  $F_1/F_2 = 100^{\Delta m/5}$

$m$  e  $F$  são quantidades que dependem da distância à estrela

$$m = C - 2.5 \log F$$

- Magnitude absoluta

- Assumindo que todas as estrelas estão a mesma distancia

$M$  e  $L$  são características intrinsecas das estrelas

- $$M = C' - 2.5 \log L + 5$$

- Modulo de distância

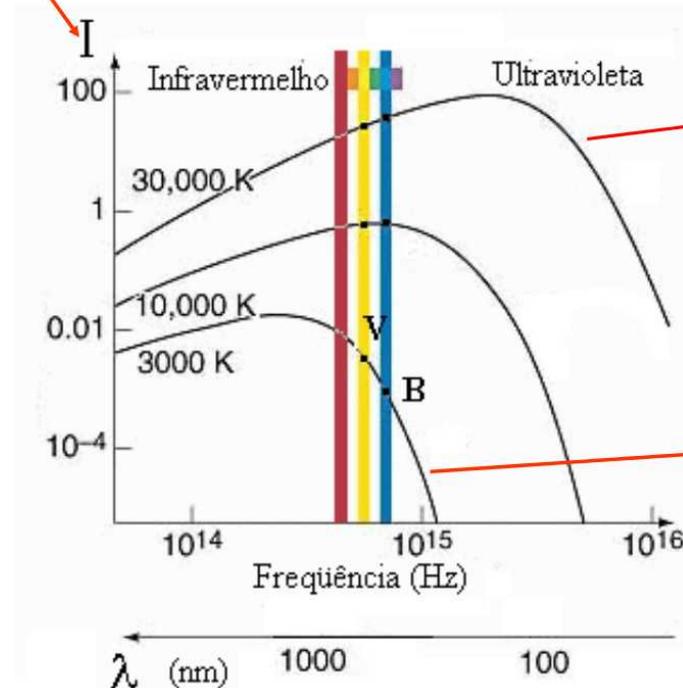
$$m - M = 5 \log \left( \frac{d}{10} \right)$$

# REVISANDO

- Índice de cor indica  $T$

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

- Extinção e avermelhamento

$$m = C - 2.5 \log F + A_\lambda$$

# REVISANDO

## 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:

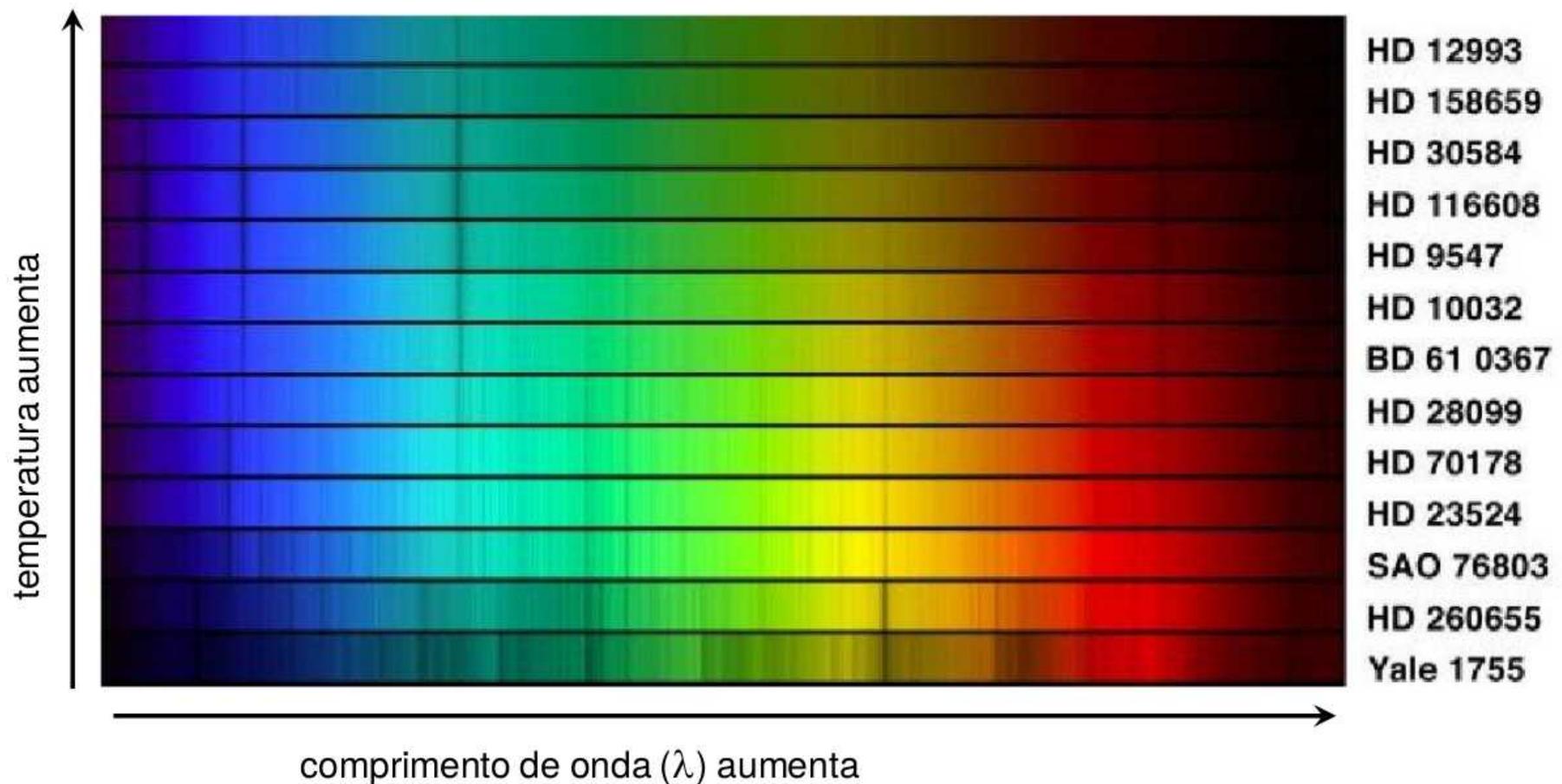
**Classificação de Harvard.**

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

# REVISANDO

## Cores das estrelas

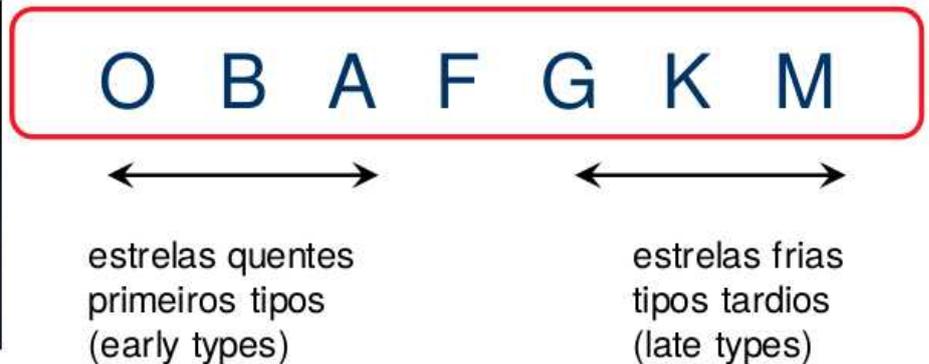
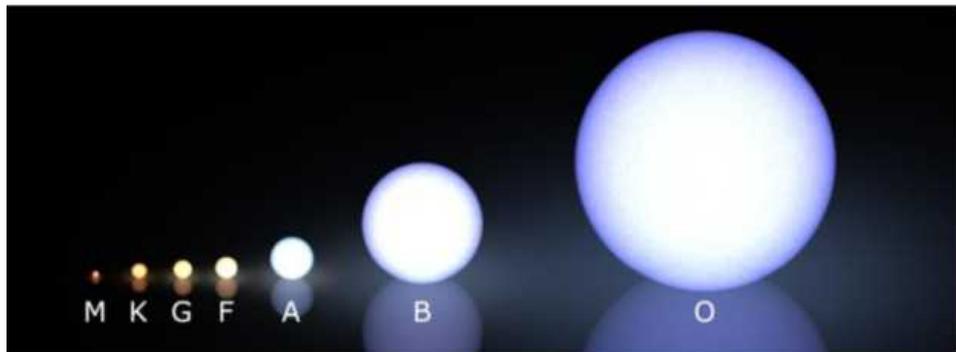
- Pela lei de Wien ( $T \times \lambda_{\text{max}} = 0,29 \text{ K} \times \text{cm}$ ), quanto mais quente, mais azul ( $< \lambda$ ).



# REVISANDO

## 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**

**Guy**

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

# Classificação dos Espectros Estelares

700

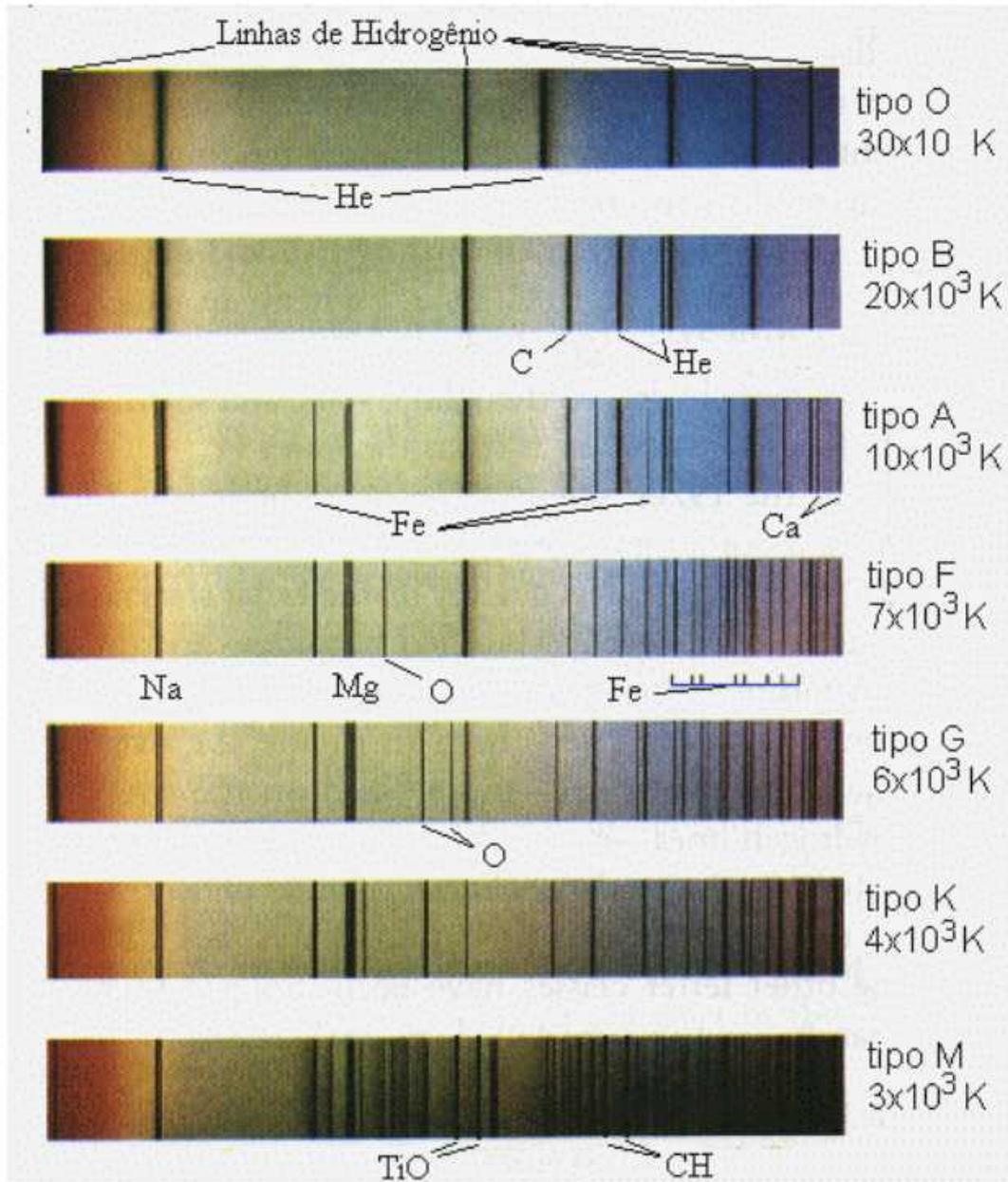
400 nm

**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.

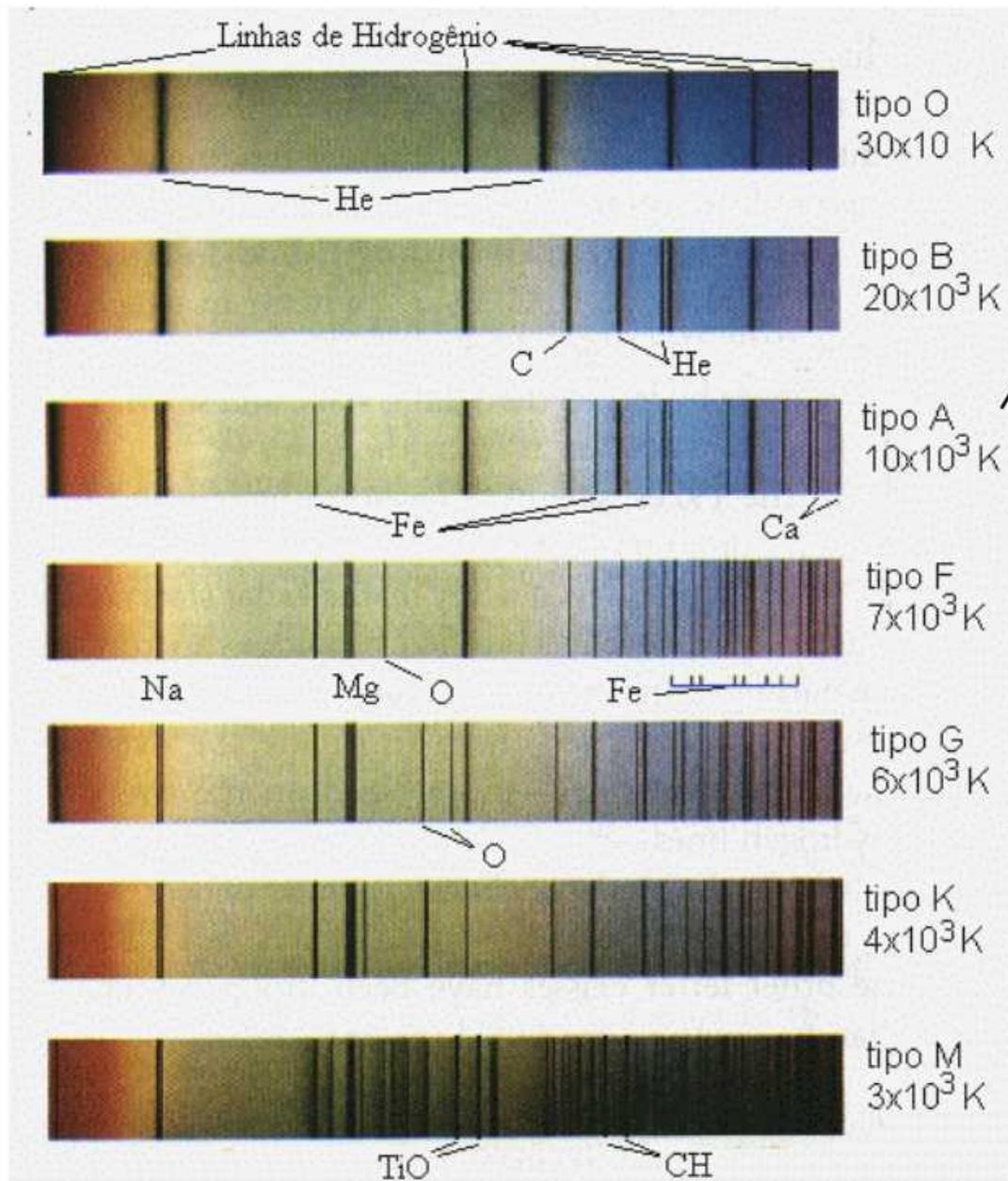
**As linhas de H I** são mais fracas nas estrelas + quentes, pois a altas temperaturas, o hidrogênio encontra-se ionizado, restando poucos átomos H neutro para produzirem essas linhas.



# Classificação dos Espectros Estelares

700

400 nm



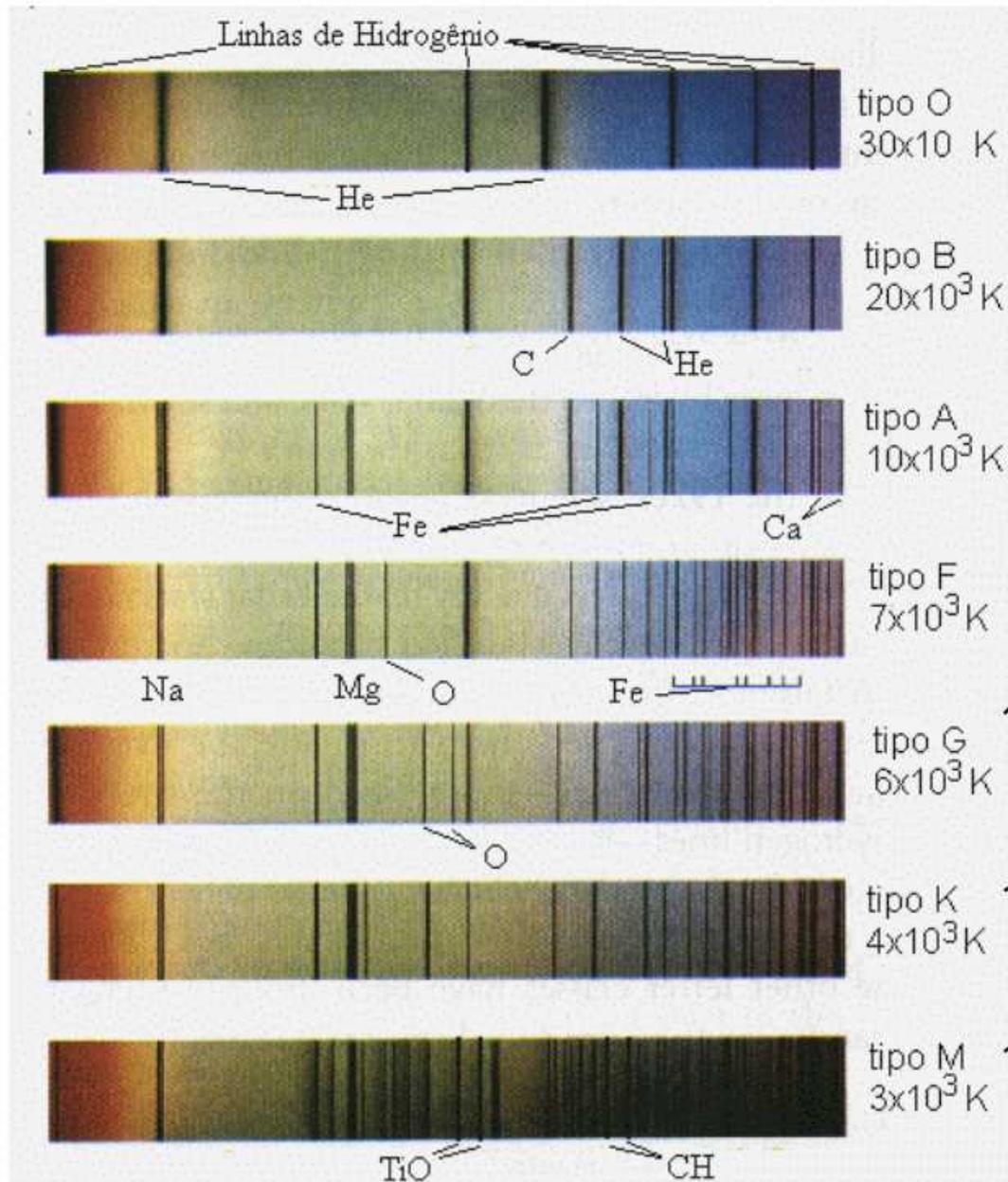
**Estrelas com  $T \sim 10.000\text{K}$ :** as mais fortes linhas de absorção são do H excitado, onde os elétrons facilmente se movem entre o segundo e terceiro níveis orbitais (ex., linha vermelha em  $656,3 \text{ nm} - H\alpha$ ).

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.

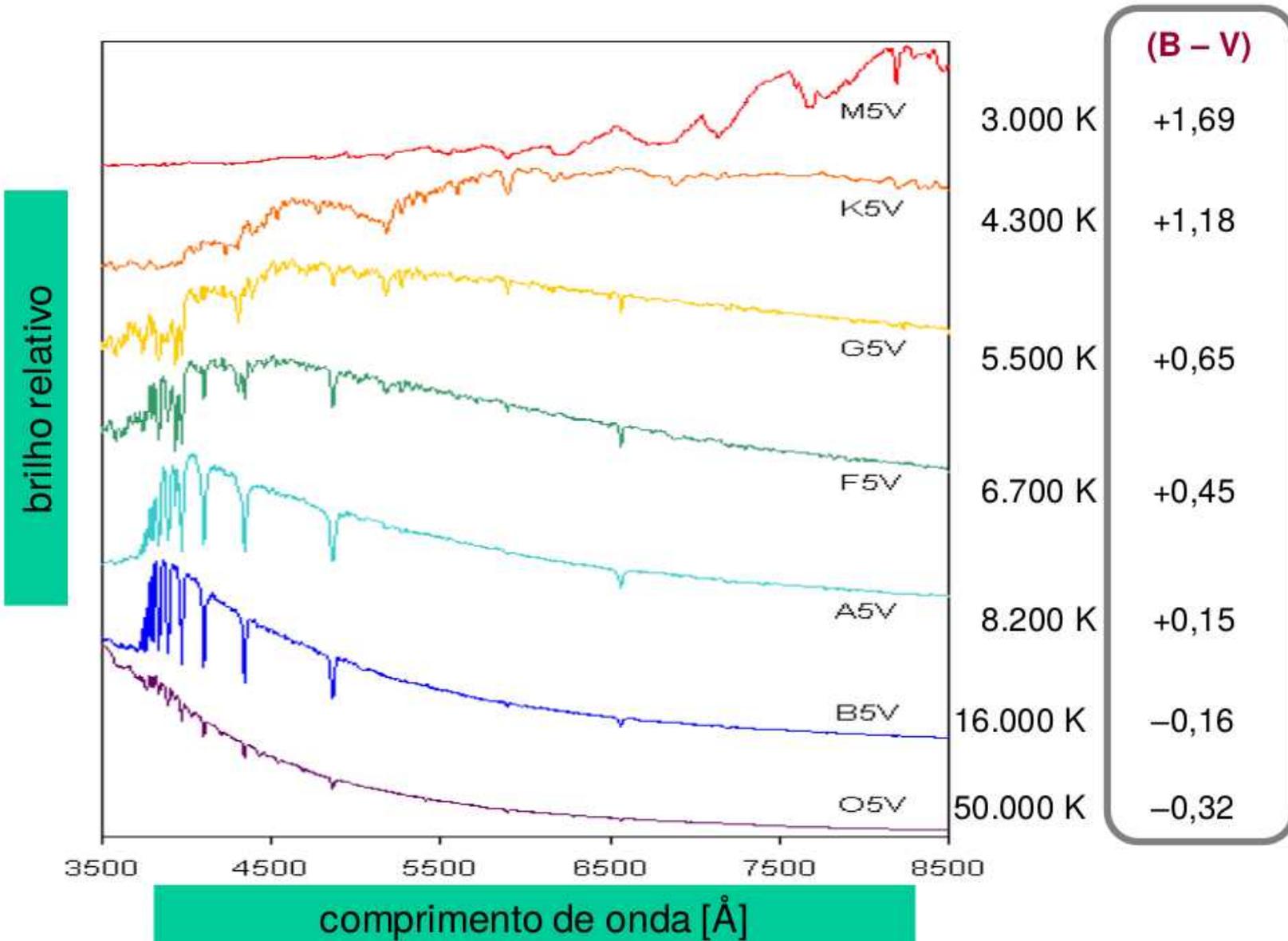
Verificam-se linhas de elementos mais pesados fracamente excitados.

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.

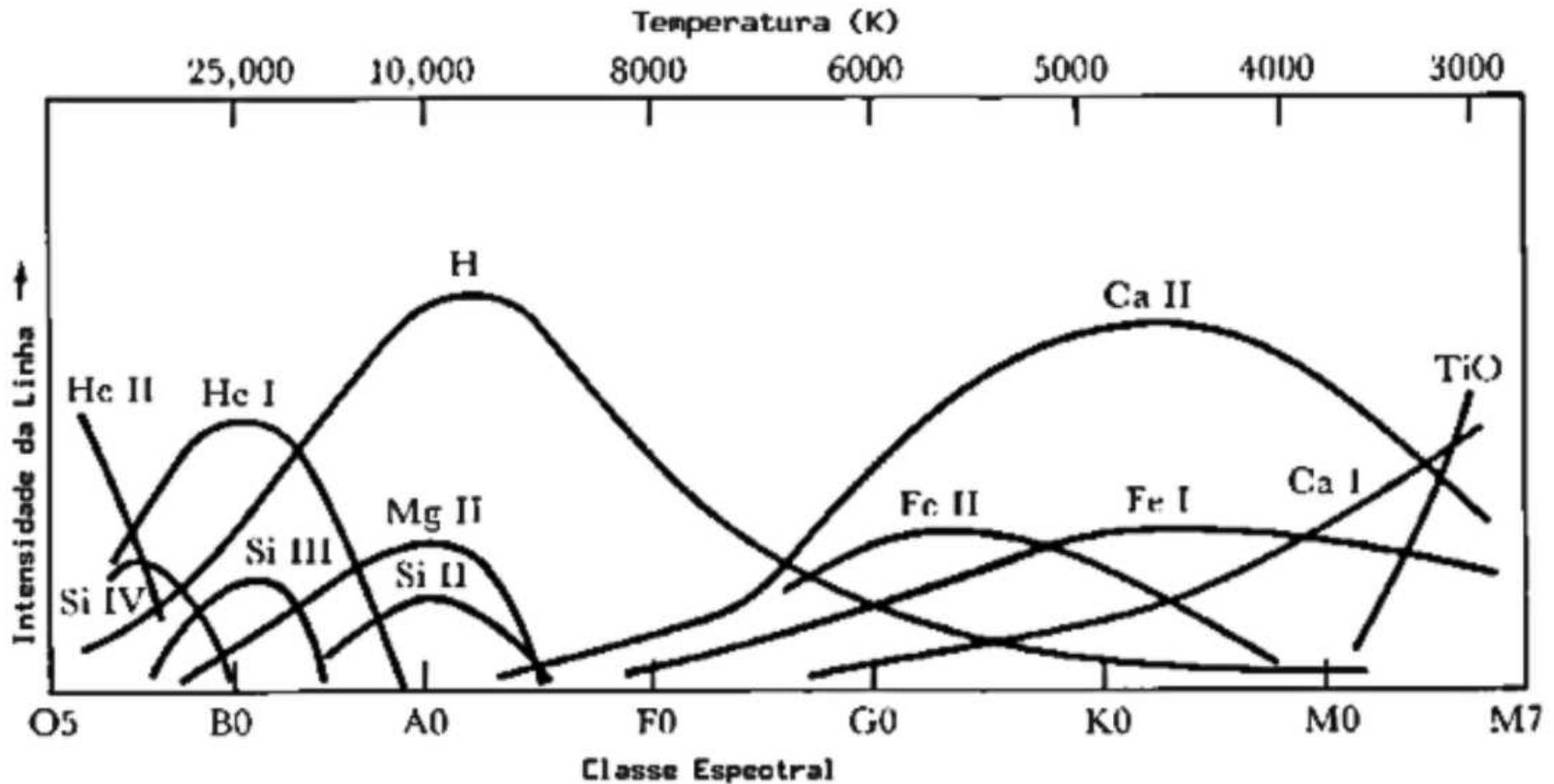


# Classificação espectral Morgan-Keenan

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.

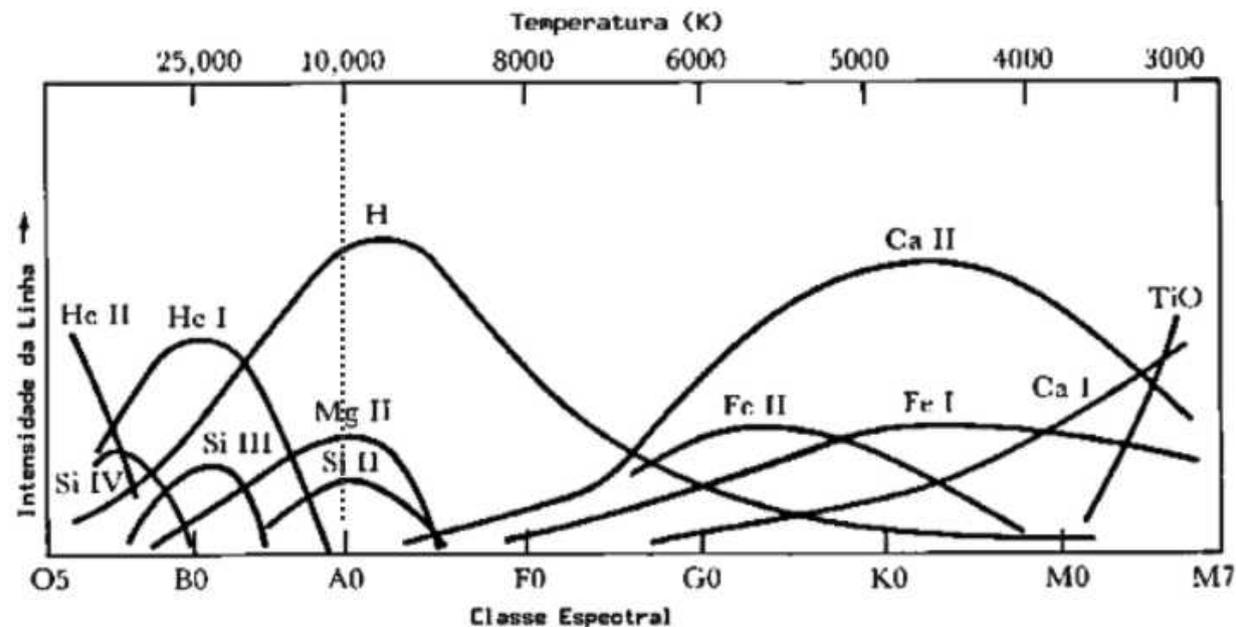
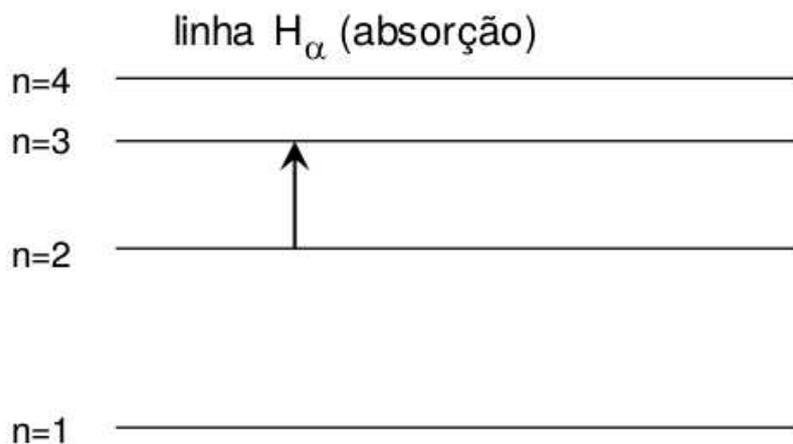
He III, O III, Ca III, etc. → átomo que perdeu 2 elétrons.

# 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.



# Correlações entre características físicas em estrelas

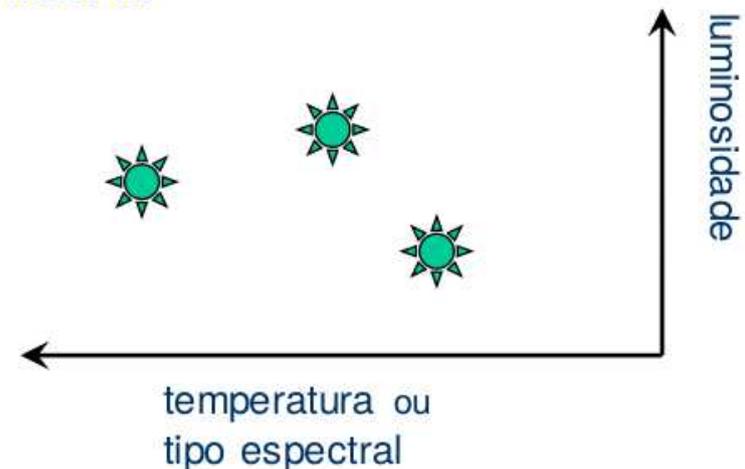
- Em 1905, Ejnar Hertzsprung descobre
  - Através das correlações entre a luminosidade e a temperatura de estrelas.
  - a existência de estrelas anãs e gigantes.
- Em 1913 Norris Russel dá seqüência a este trabalho com uma base de dados mais completa.



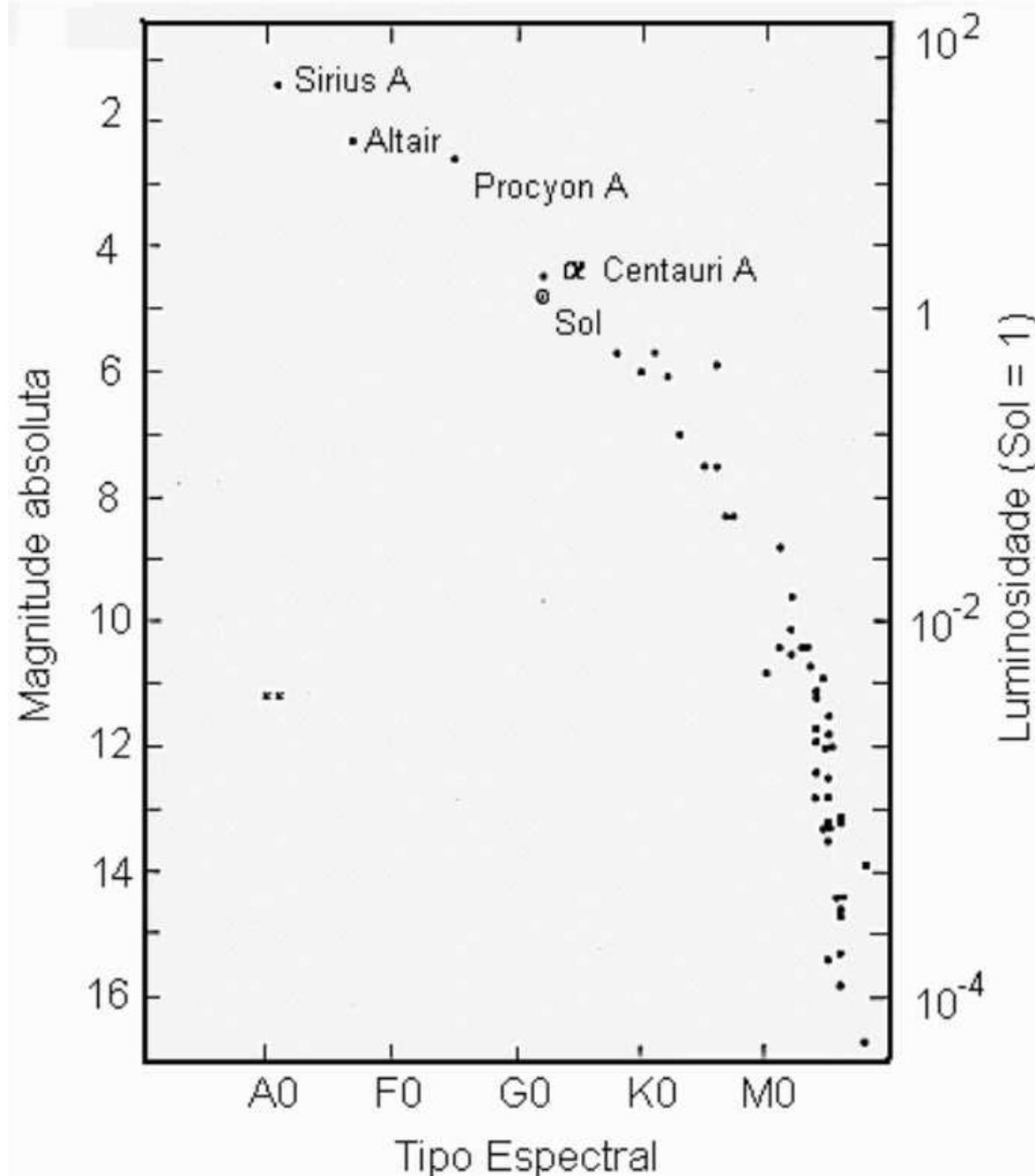
Estes resultados: visualizados em um diagrama da **luminosidade em função da temperatura**.



Diagrama Hertzsprung-Russell  
ou  
**Diagrama H-R**



# Diagrama H-R



Neste diagrama:

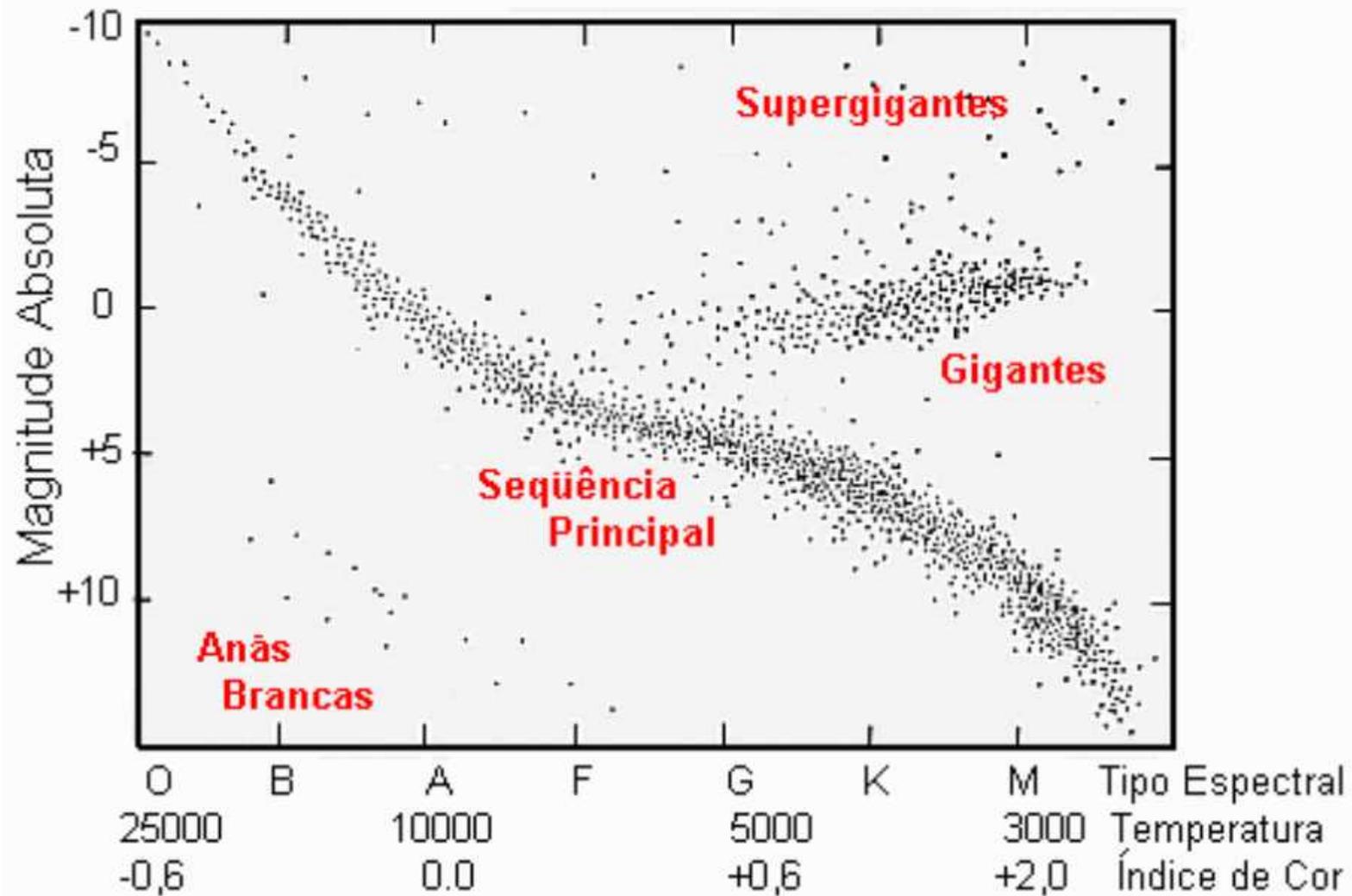
aparecem estrelas mais próximas do Sol,  $d < 5$  pc).

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

$\alpha$ -Centaurro: T e luminosidade = Sol; Sirius é bem mais quente e luminosa.

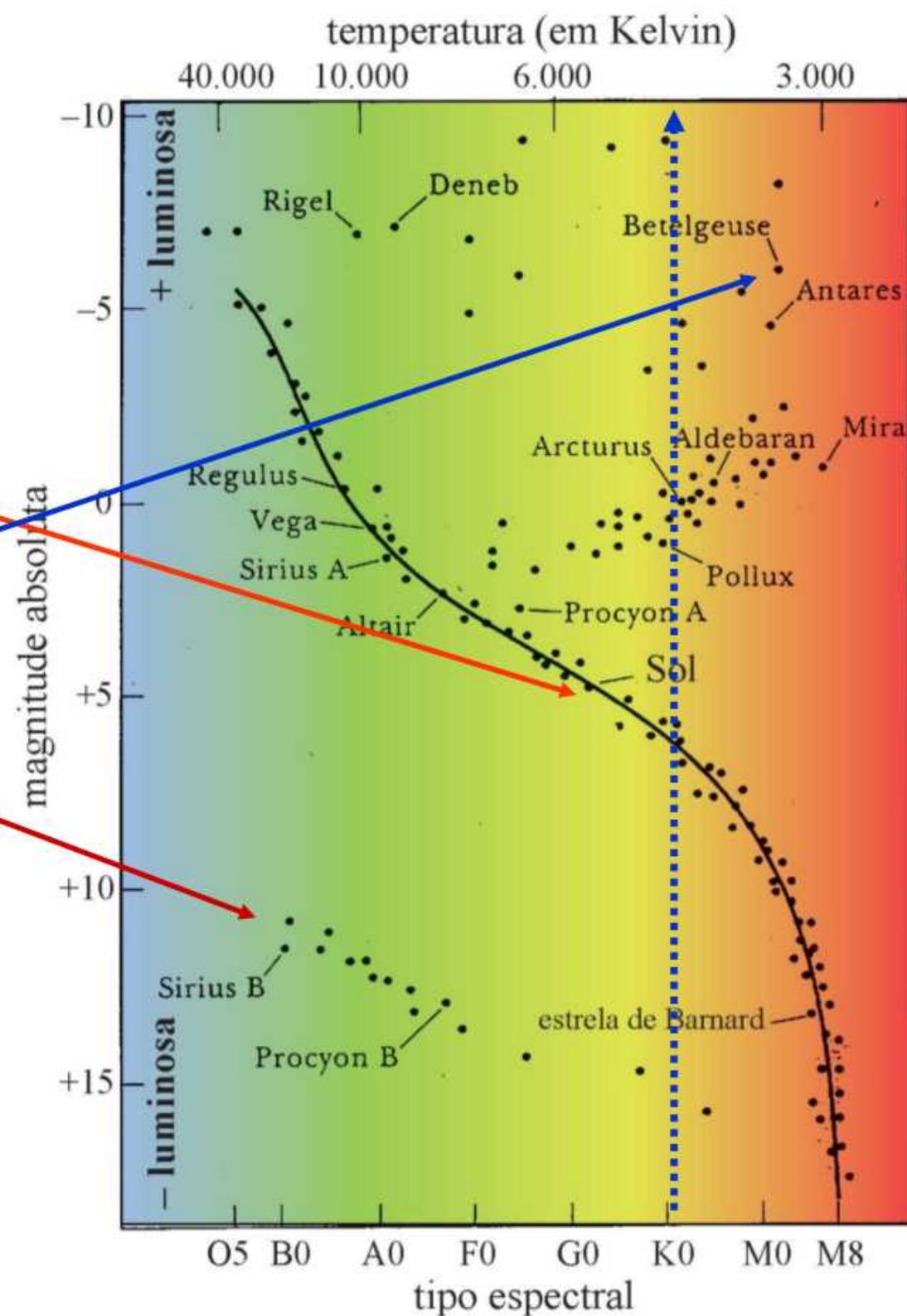
Traçam uma linha: **Seqüência Principal** → uma fase evolutiva em que a maioria das estrelas se encontram.

# 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 →**

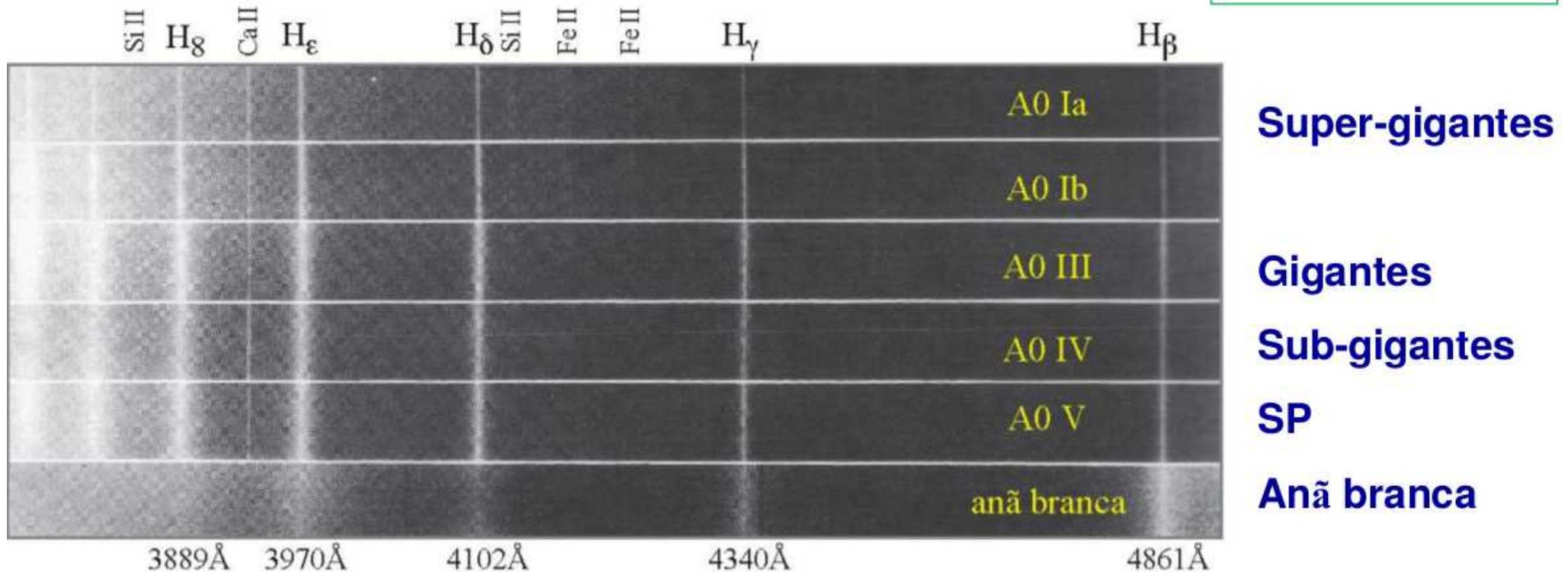
# Classes de Luminosidade

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**

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



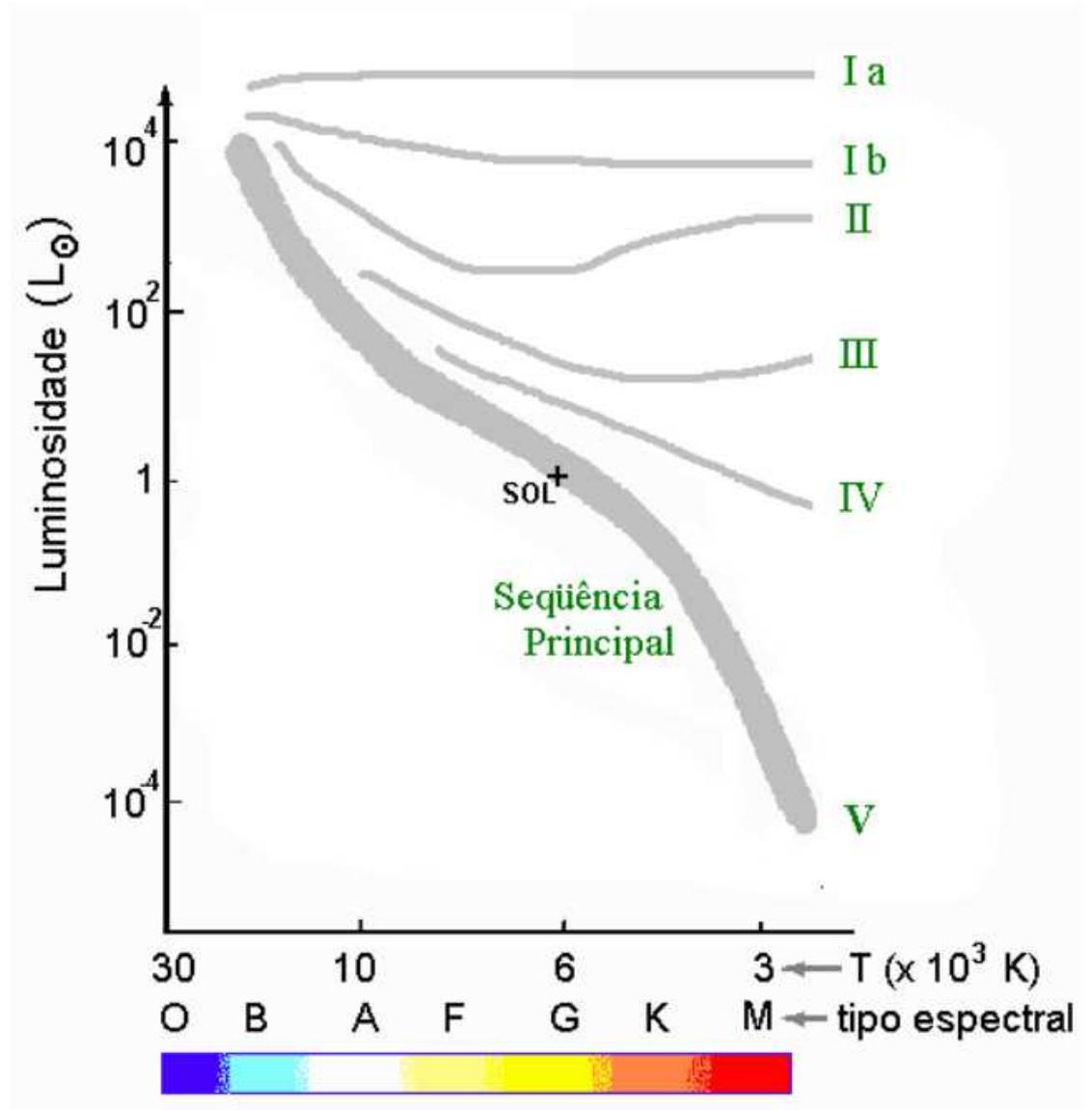
# Classes de Luminosidade

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.

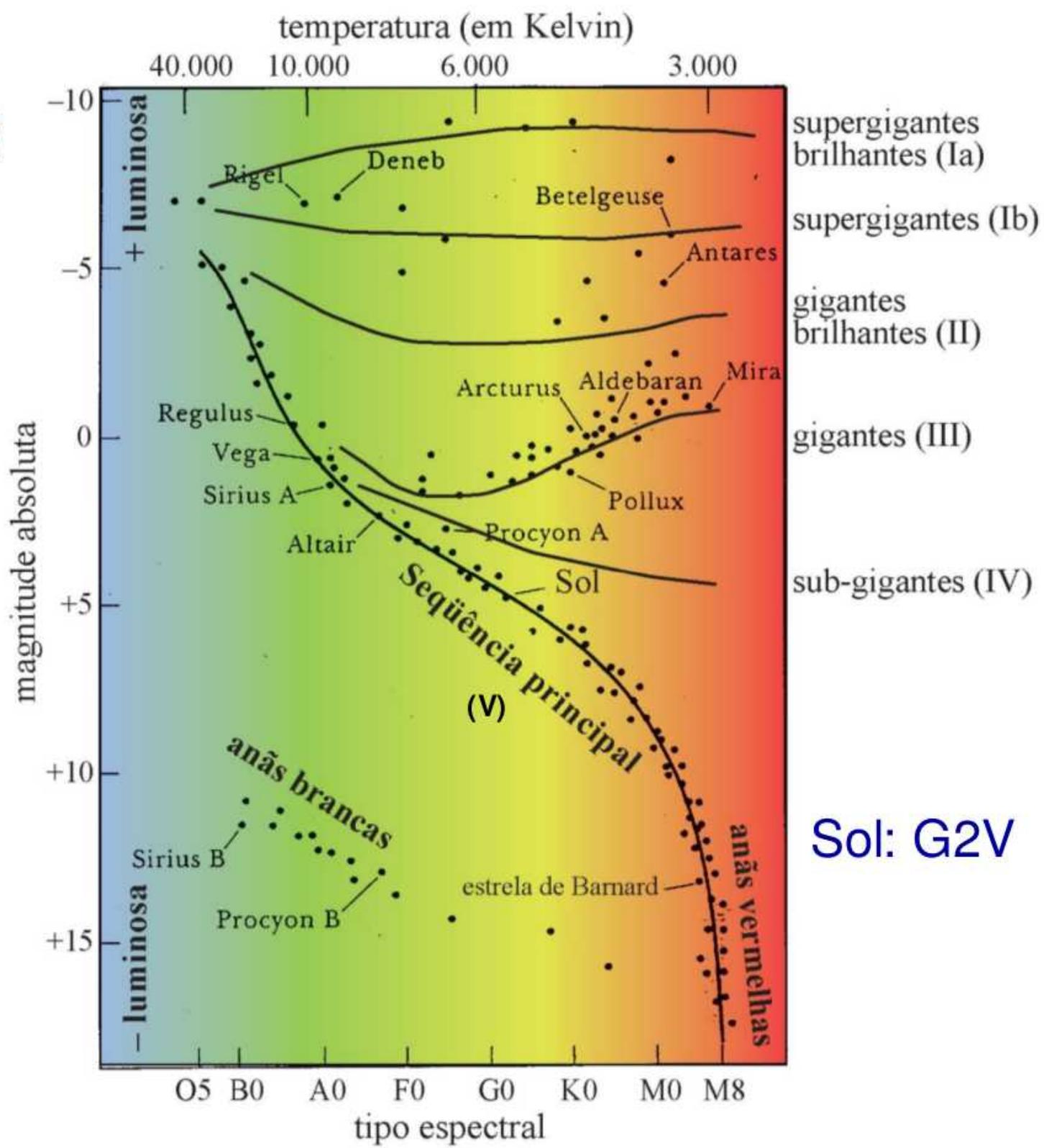
Esse esquema introduzido  
por Morgan e Keenan (1937,  
Observatório de Yerkes) -  
**classificação M-K.**



# Diagrama H-R

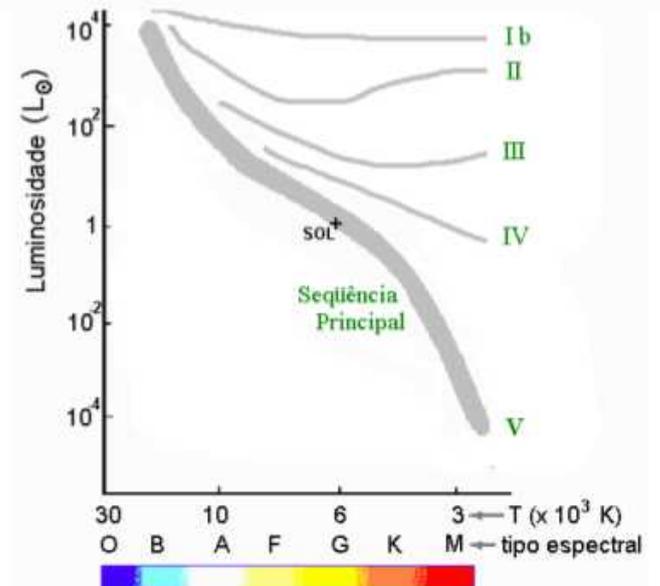
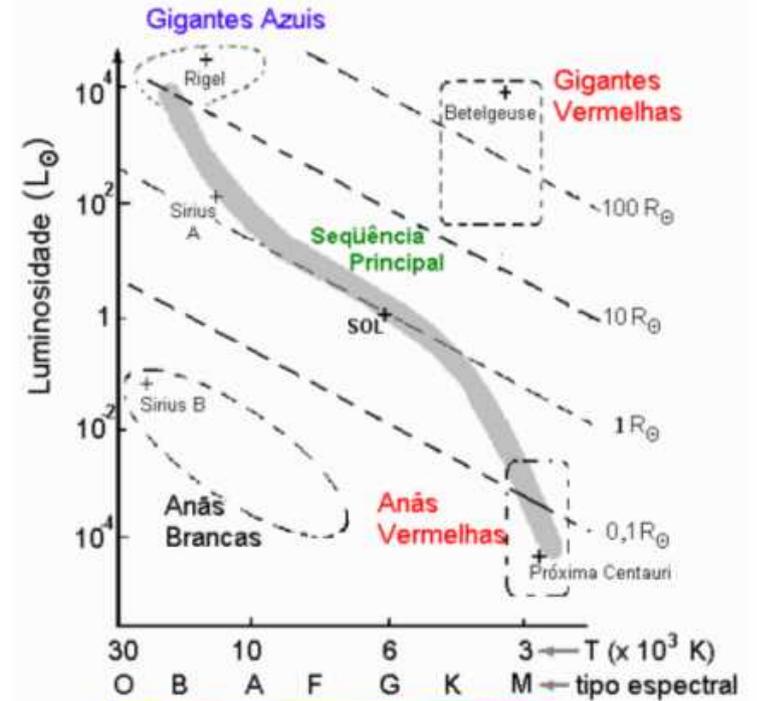
## Classes de luminosidade de Yerkes

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:

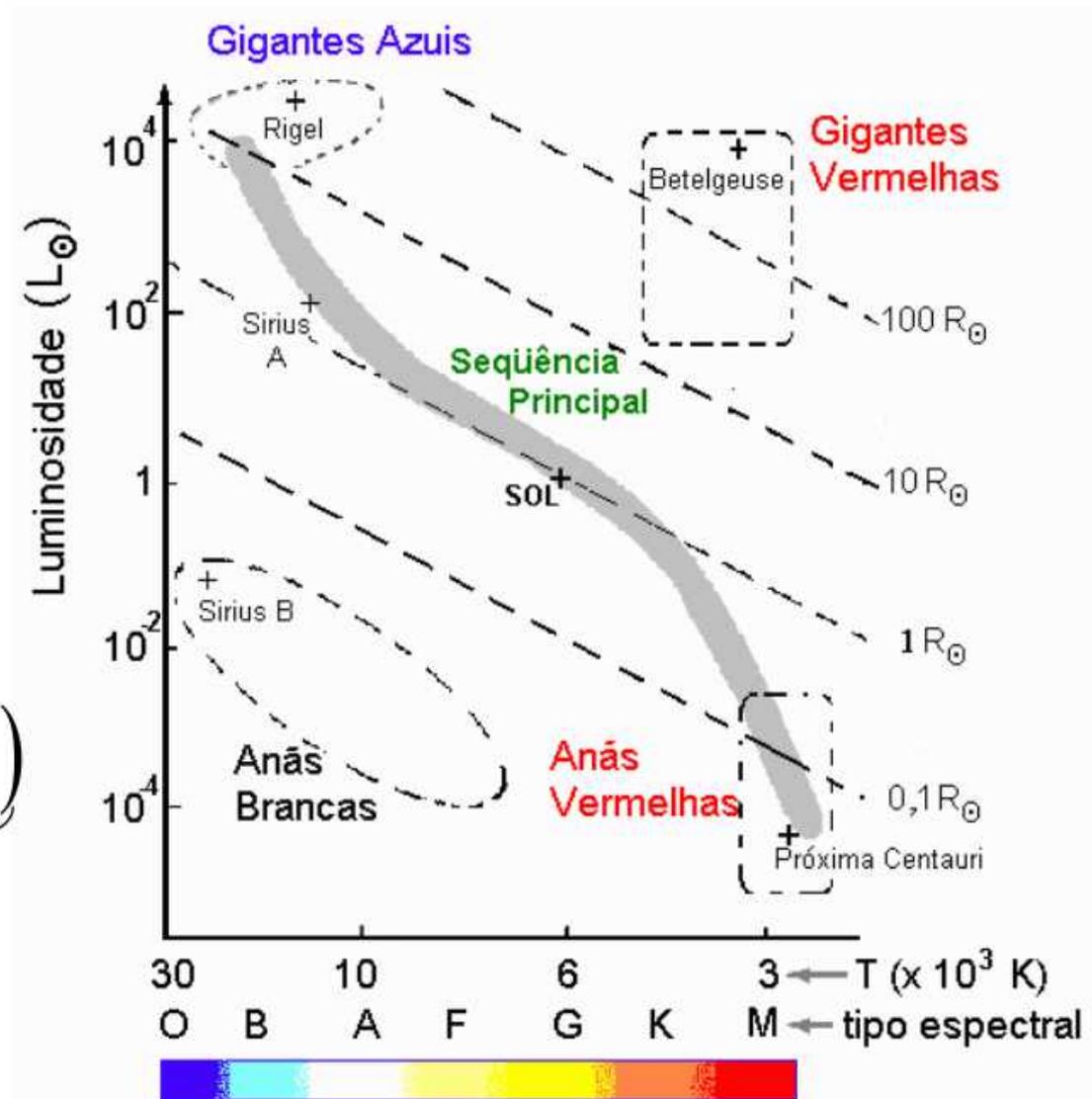
$$L_* = 4\pi R_*^2 \sigma T_{ef}^4$$

OU

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

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

$y = a \cdot x + b$



- $R_*$ : 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)



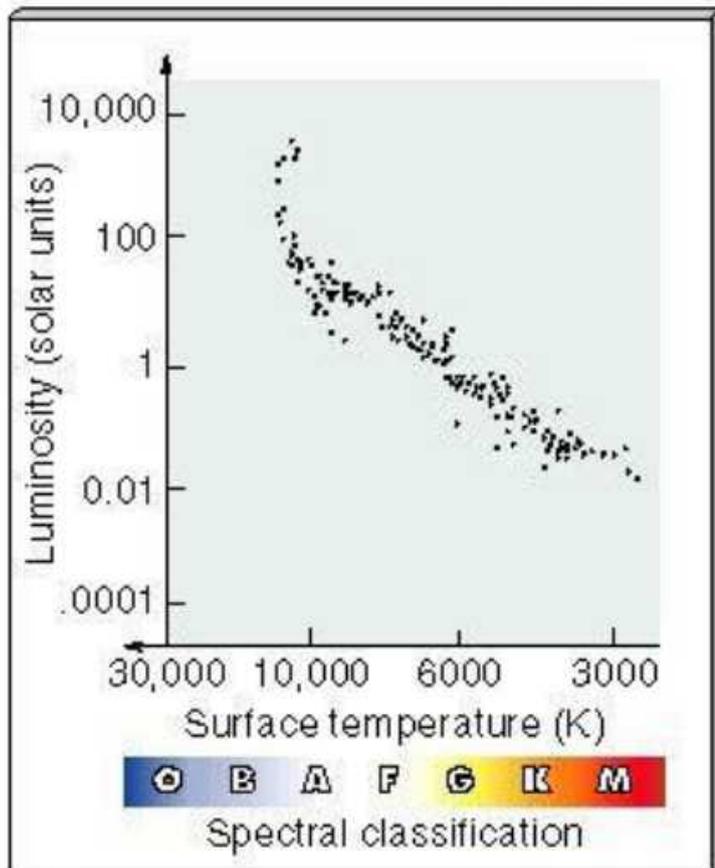
Estrelas da **População I** - são jovens e ricas em metais

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

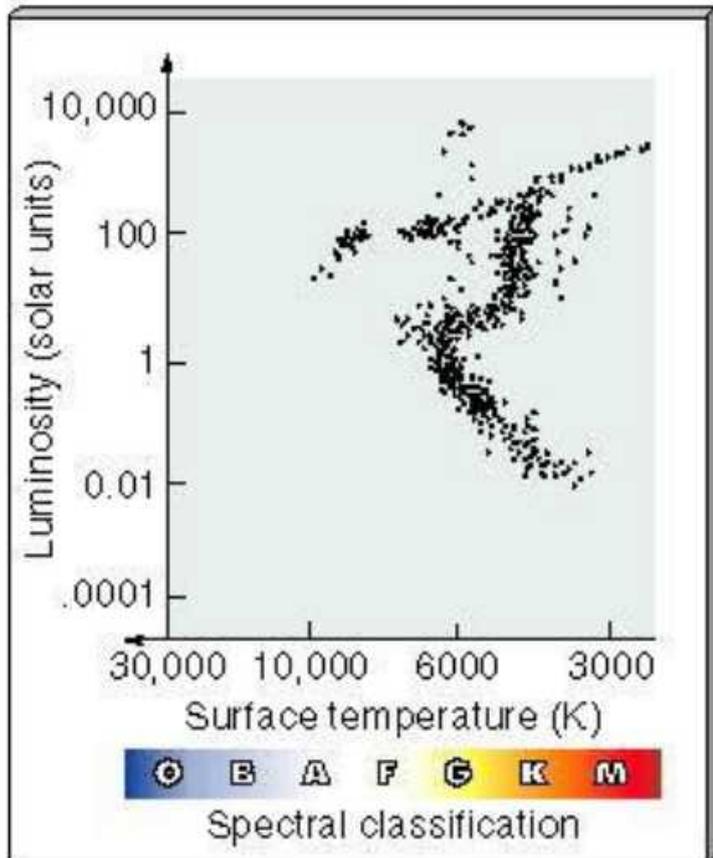
**As Plêiades:** ricas em metais:

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

# Diagrama H-R e Populações Estelares



(a)



(b)

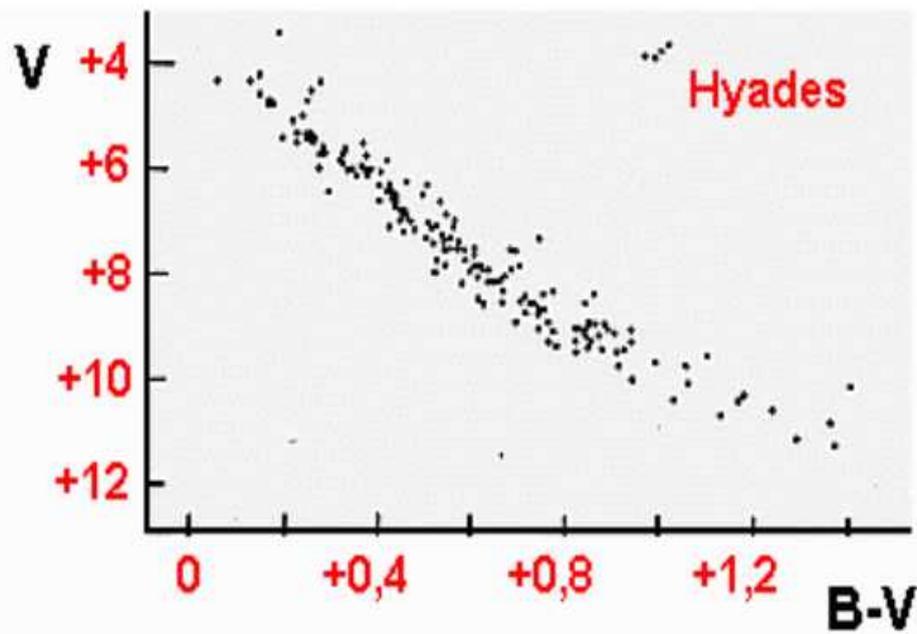
Diagrama para um **aglomerado bem mais velho: Omega Centauri** ( $> 10$  bilhões de anos):

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.

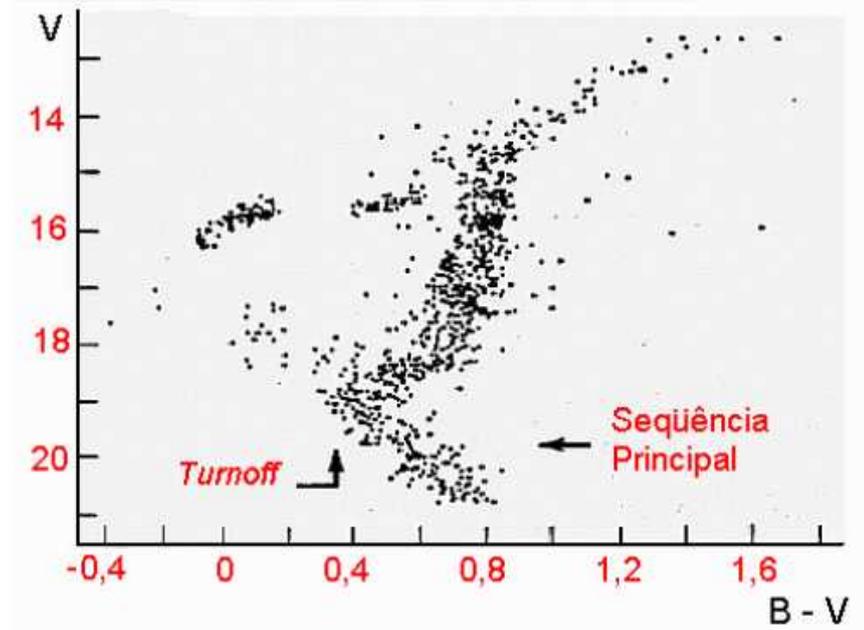
A metalicidade é muito baixa:  $Z < 0,001$  (pobres em metais): é de **População II**.

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

# Diagrama H-R e Populações Estelares



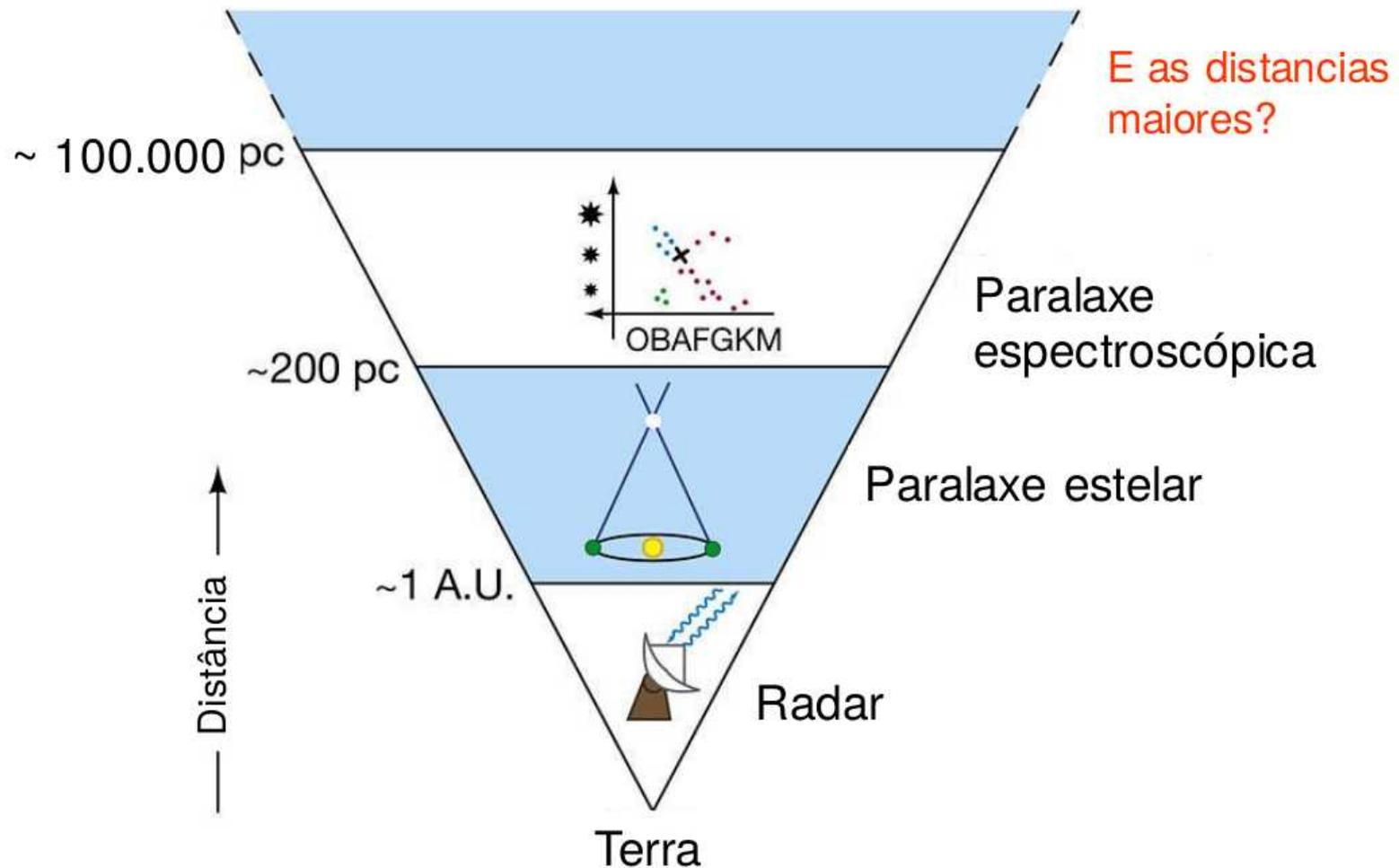
**Jovem**



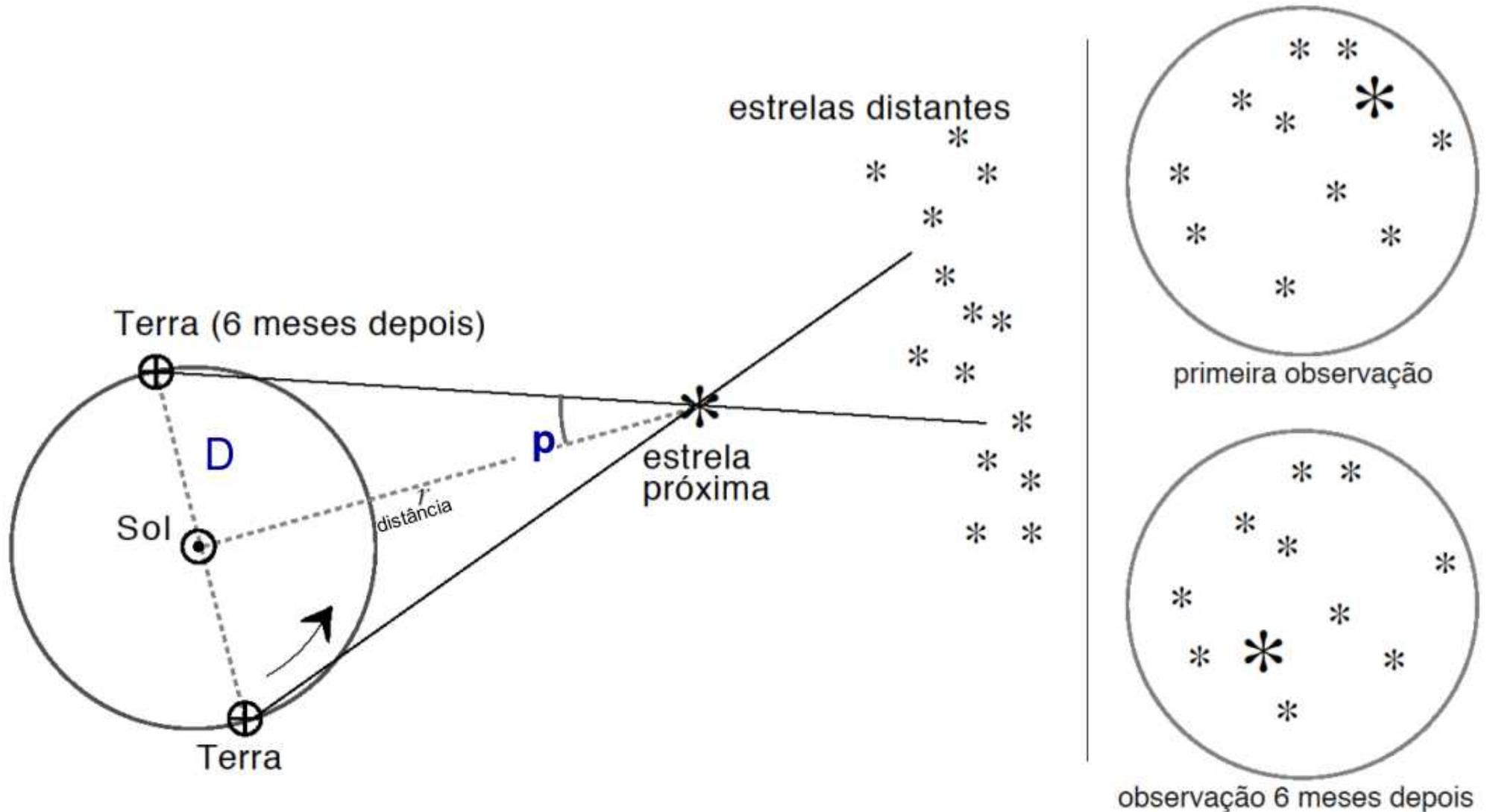
**Velho**

# Distância às estrelas

## Escala de distância

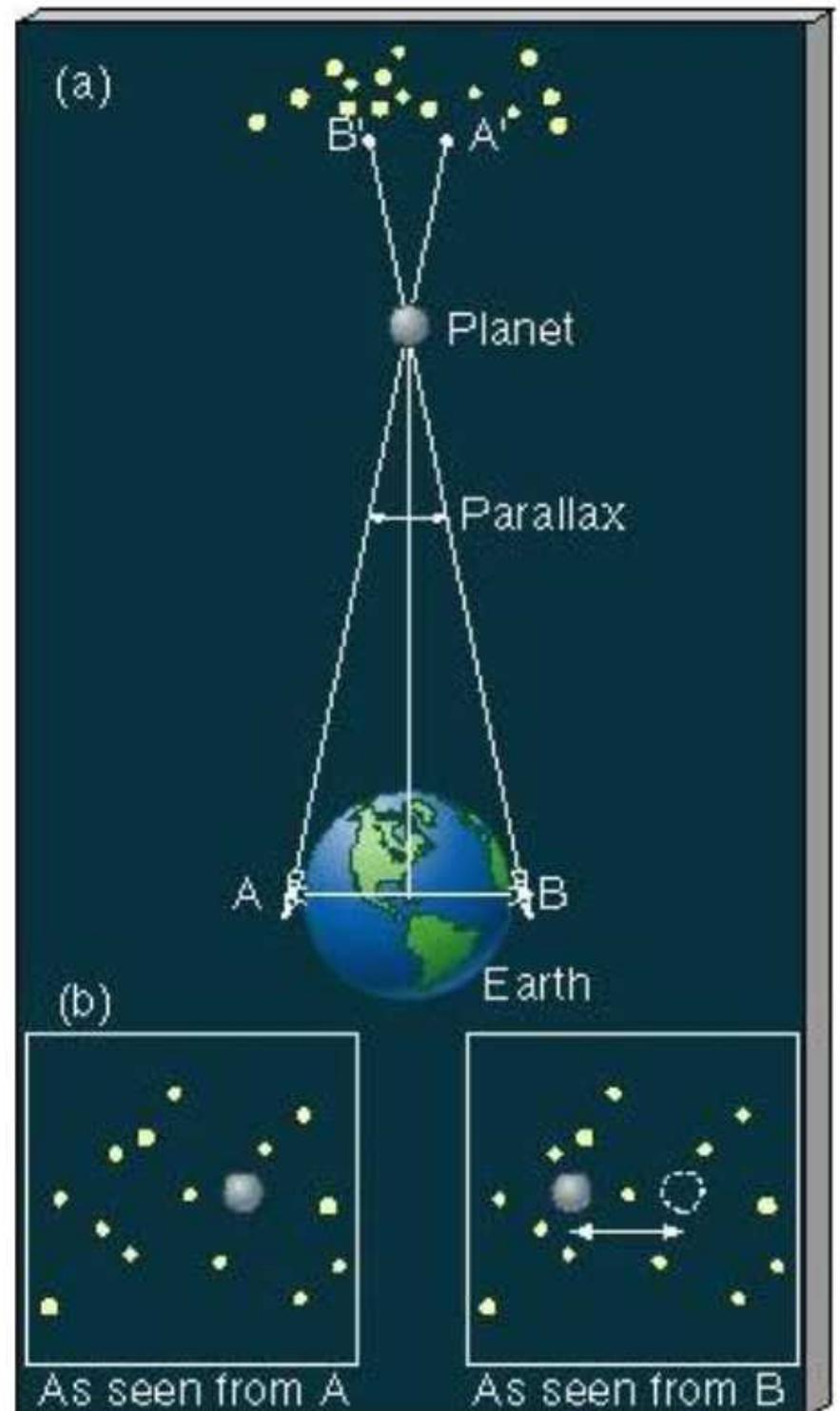


# 1) Paralaxe Trigonométrica



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

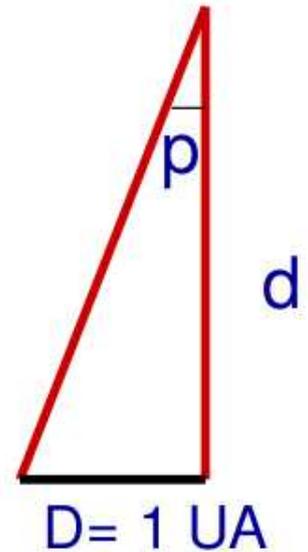
Pode-se também medir distancia de **planetas** medindo-se a **paralaxe**: nesse caso a linha de base é o **diametro da Terra**



## Distância e Paralaxe

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

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



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

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

→

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

Ou:

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

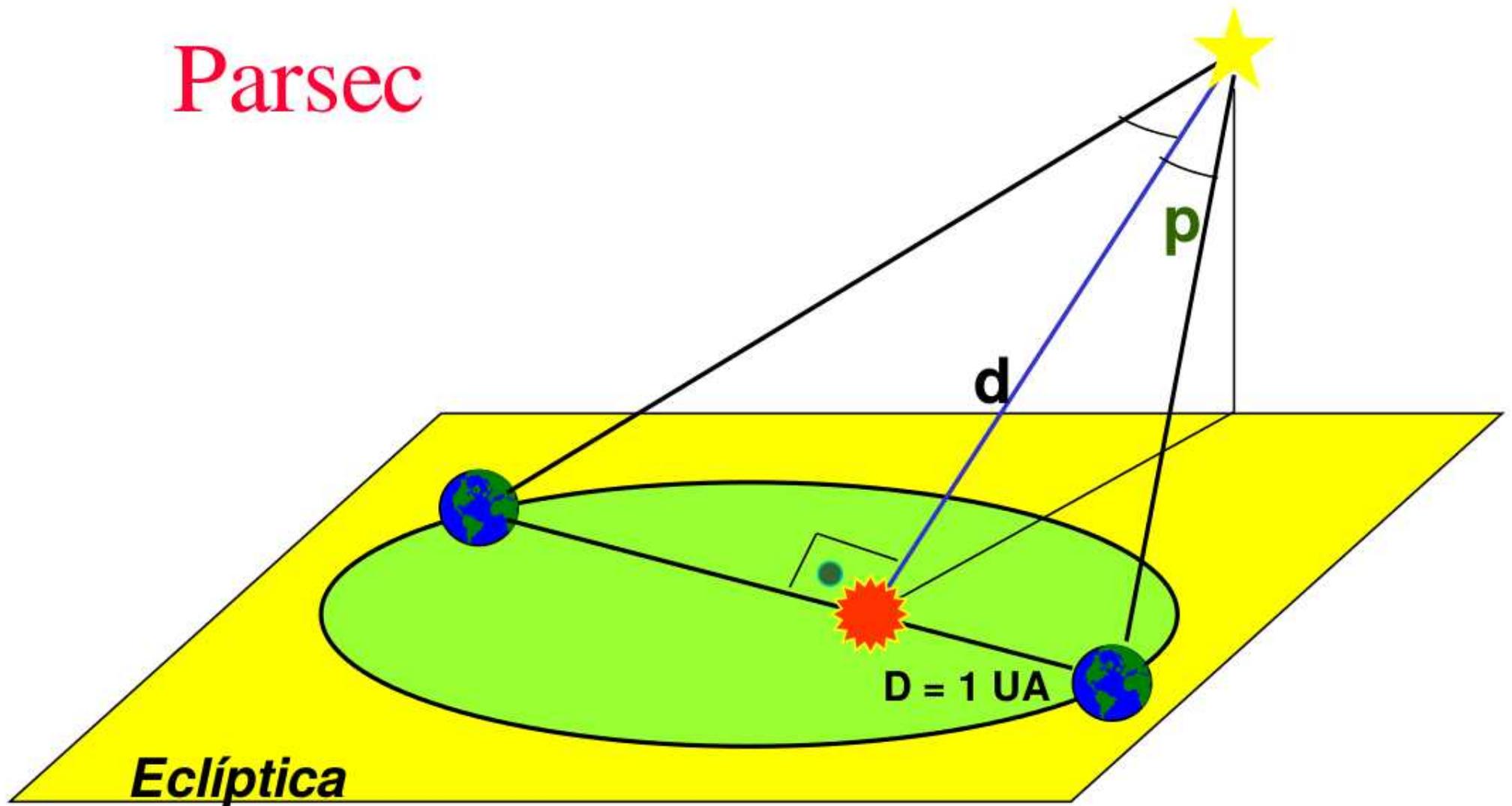
Qual a distancia ( $d$ ) ao Sol de 1 estrela para a qual  $p('') = 1''$  ?

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

→ 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

$1 \text{ pc} = 3,26 \text{ anos-luz} = 3 \times 10^{18} \text{ cm}$

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.

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

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

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

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

$$p = 0,767''$$

- Paralaxe estelar (ou trigonométrica): limite  $\sim 400$  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.);
  - $\alpha$  Crux :  $p = 0,01'' \rightarrow d = 100$  pc;
  - $\beta$  Crux :  $p = 0,0029'' \rightarrow d = 345$  pc;

# Para distâncias maiores



# 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**

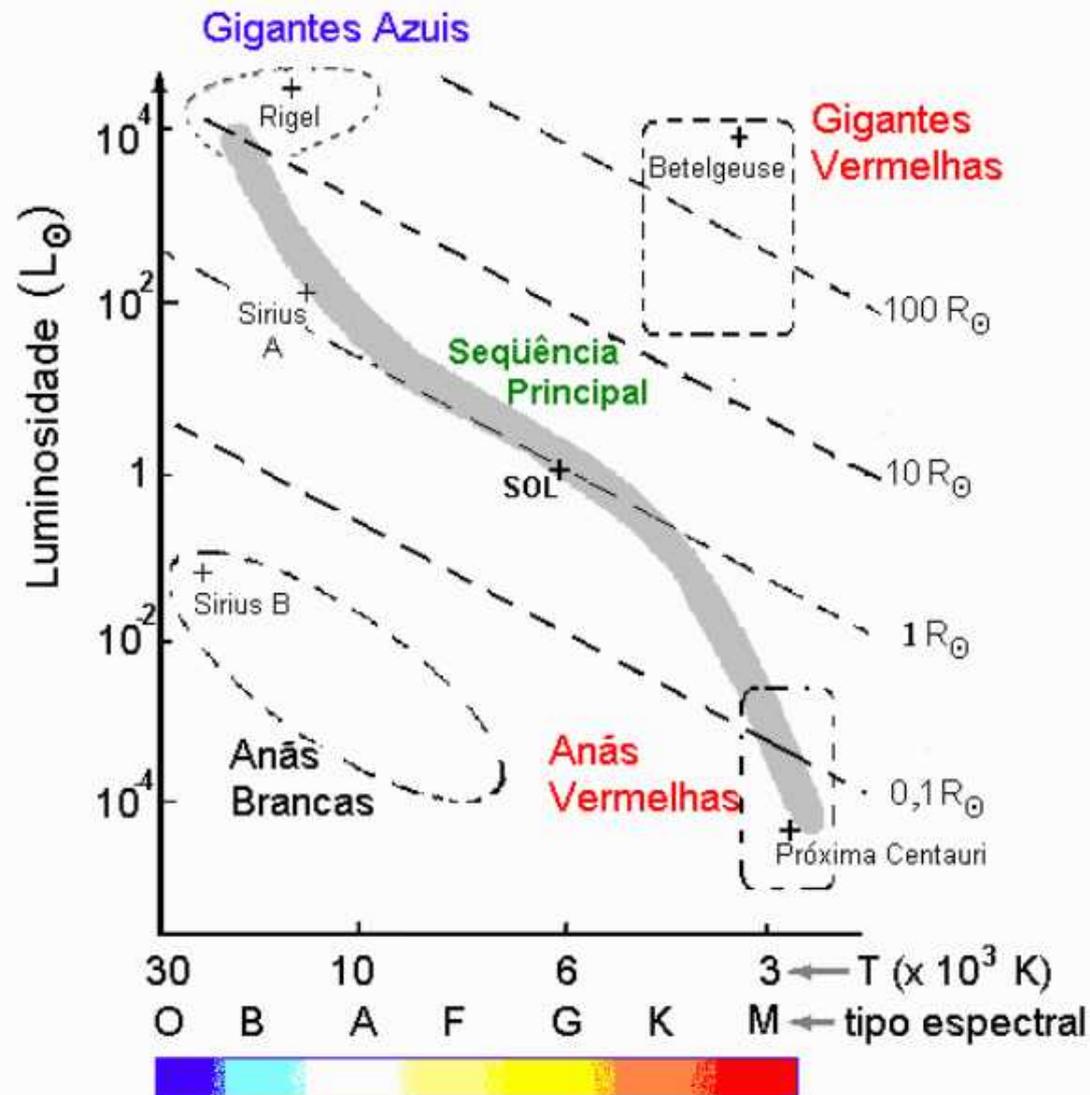
## 2) Paralaxe espectroscópica

### 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  $m$ ):



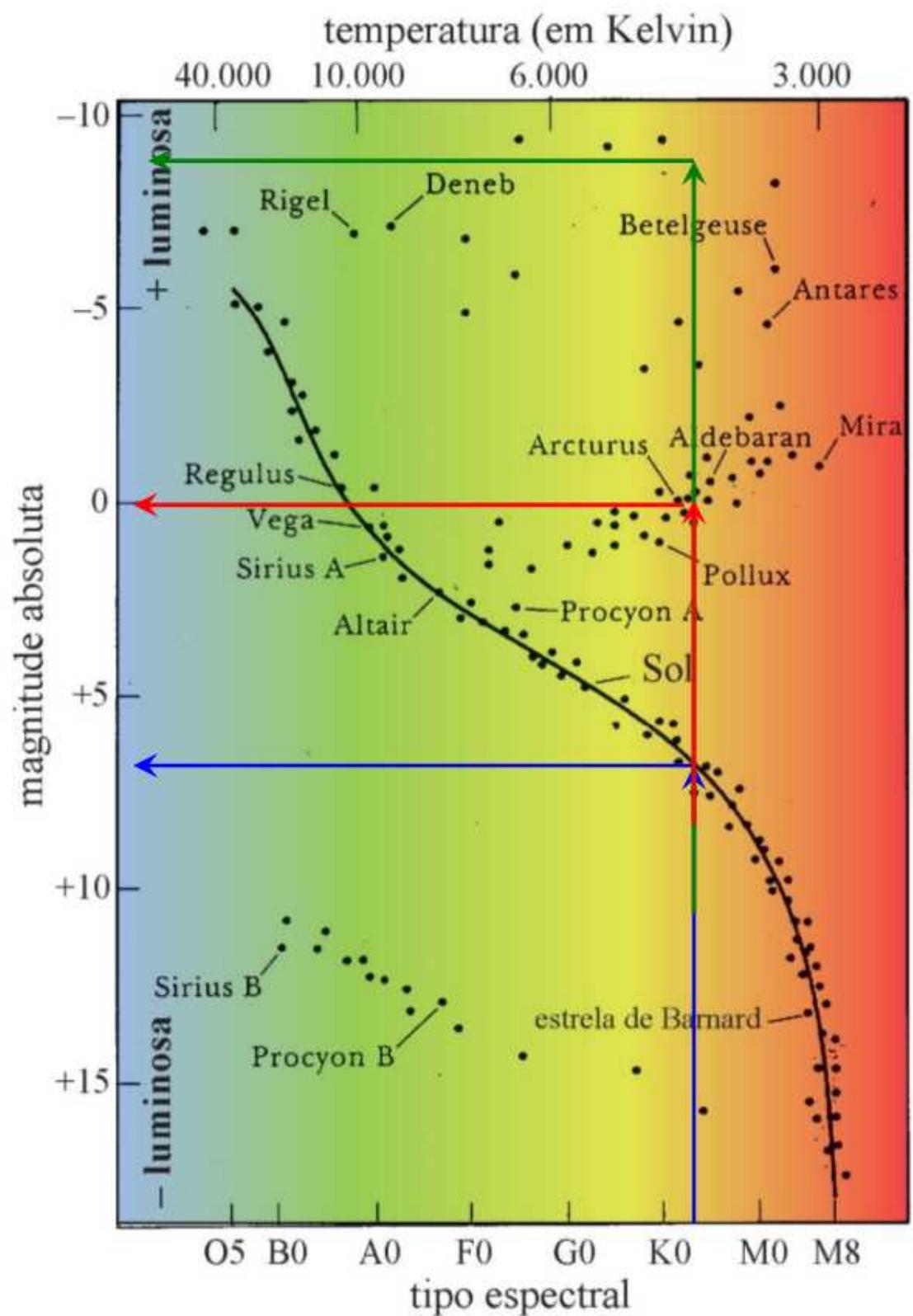
Medida de distâncias (até 100.000 pc):

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

# Paralaxe espectroscópica

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

**COMO?**



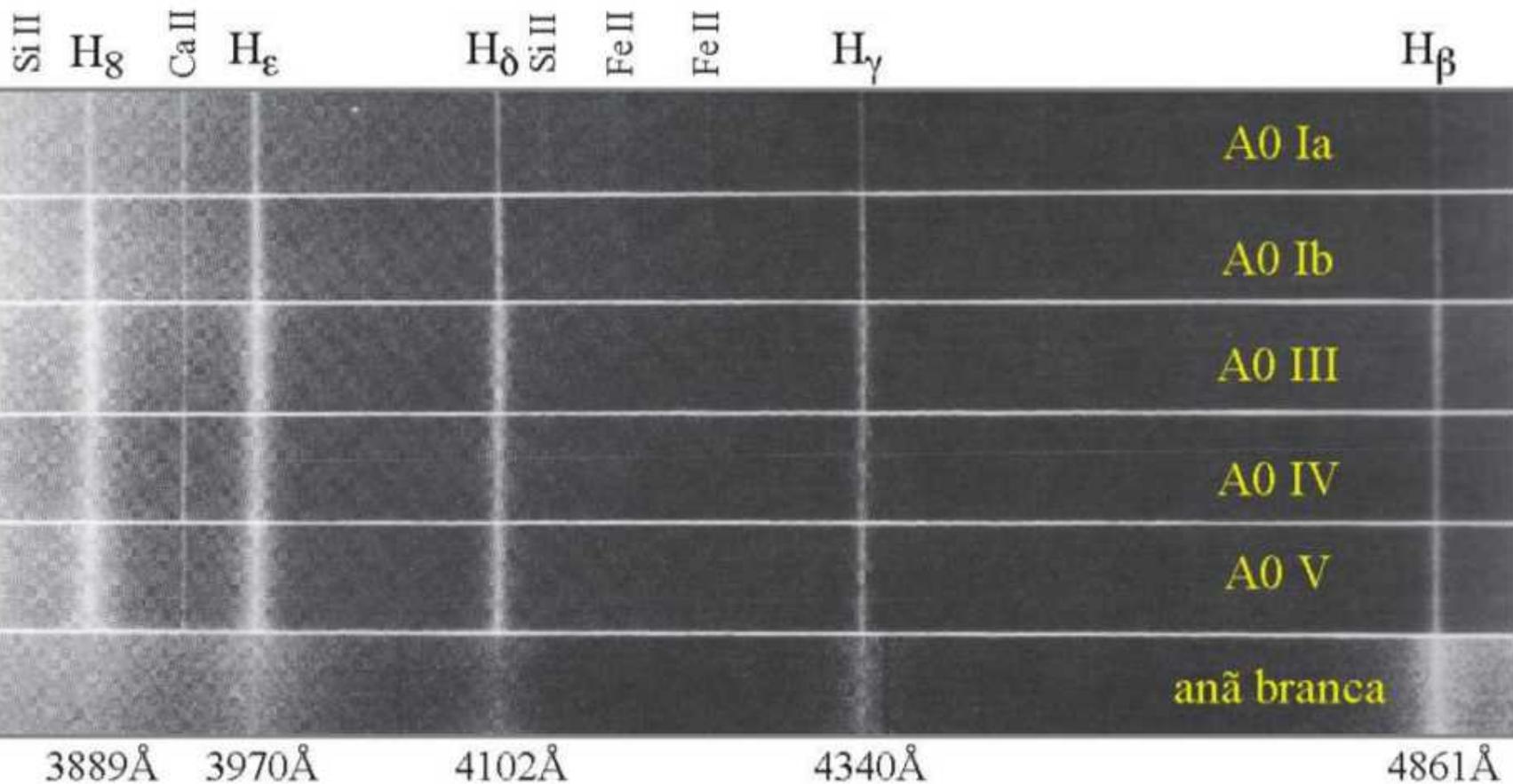
# Paralaxe espectroscópica

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

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

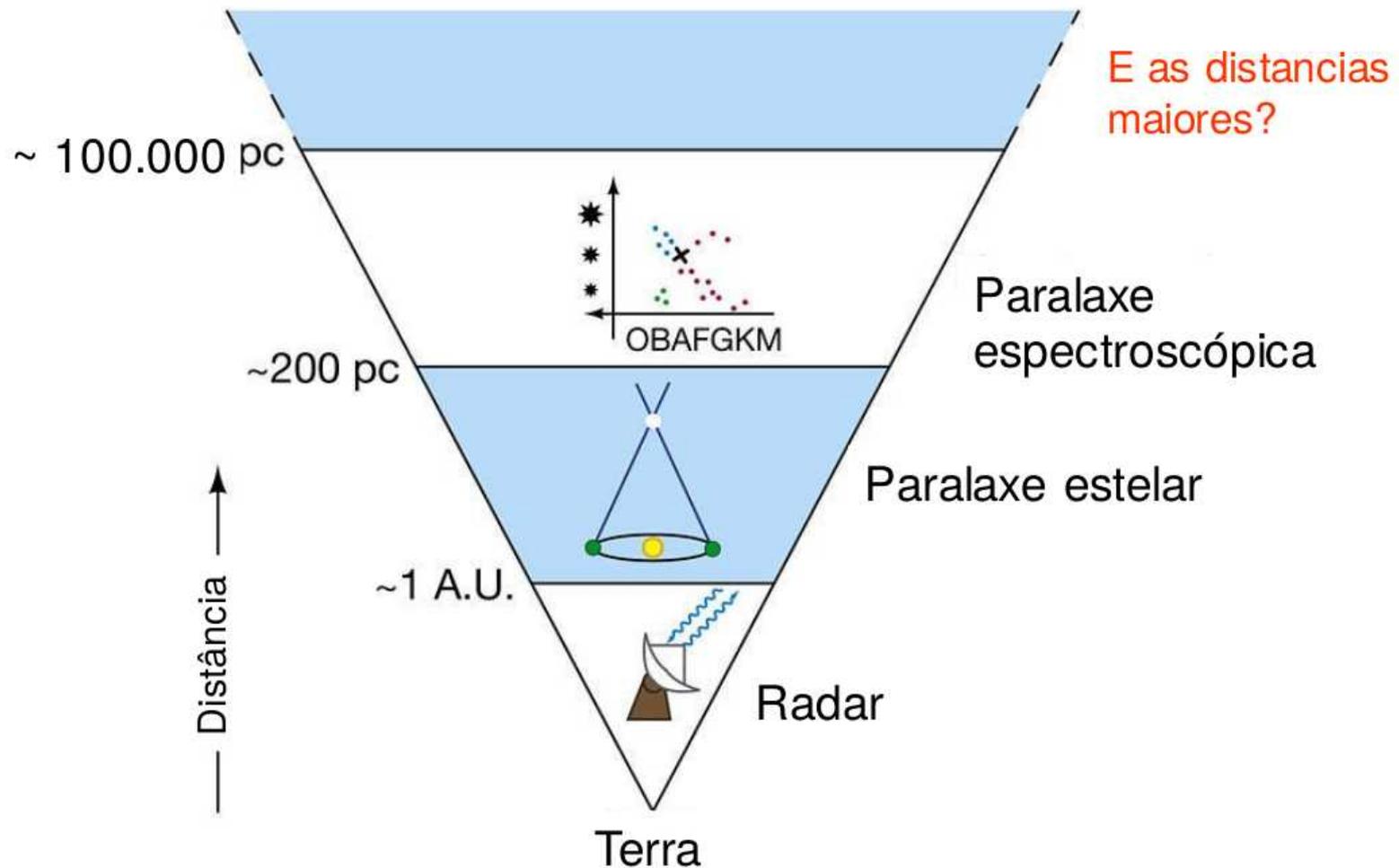
- A pressão (e densidade) é menor na superfície das estrelas maiores:
  - Alargamento de linhas: devido à pressão

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



# Distância às estrelas

## Escala de distância



### 3) Relação *Período – Luminosidade* das Cefeidas

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

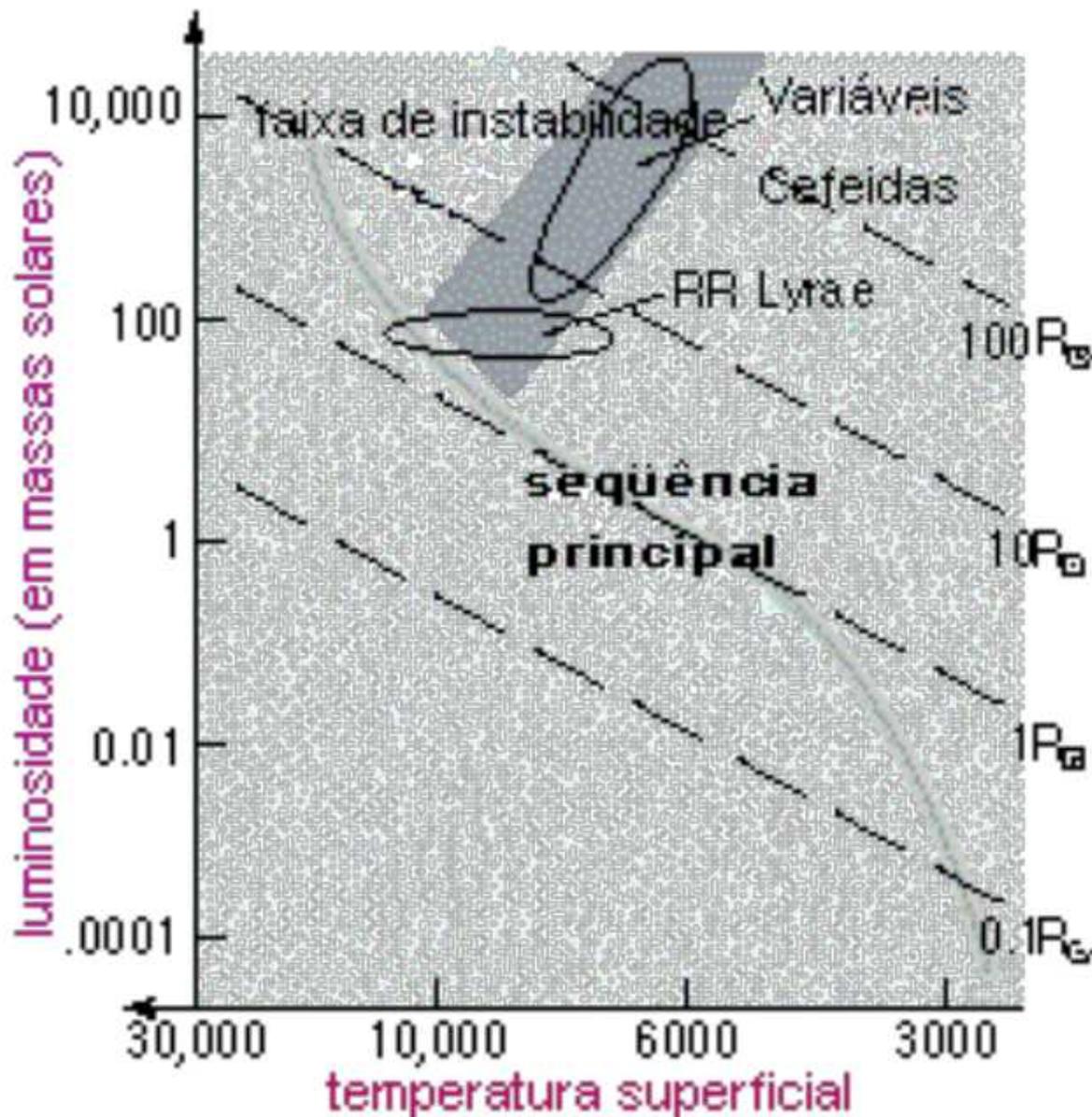
→ método para determinação de distâncias ainda maiores: extragaláticas.

**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 galácticas e extragalácticas → variáveis **RR Lyrae** e **Cefeidas**:



O período de pulsação das variáveis **RR Lyrae**:

varia entre 0,5 e 1 dia

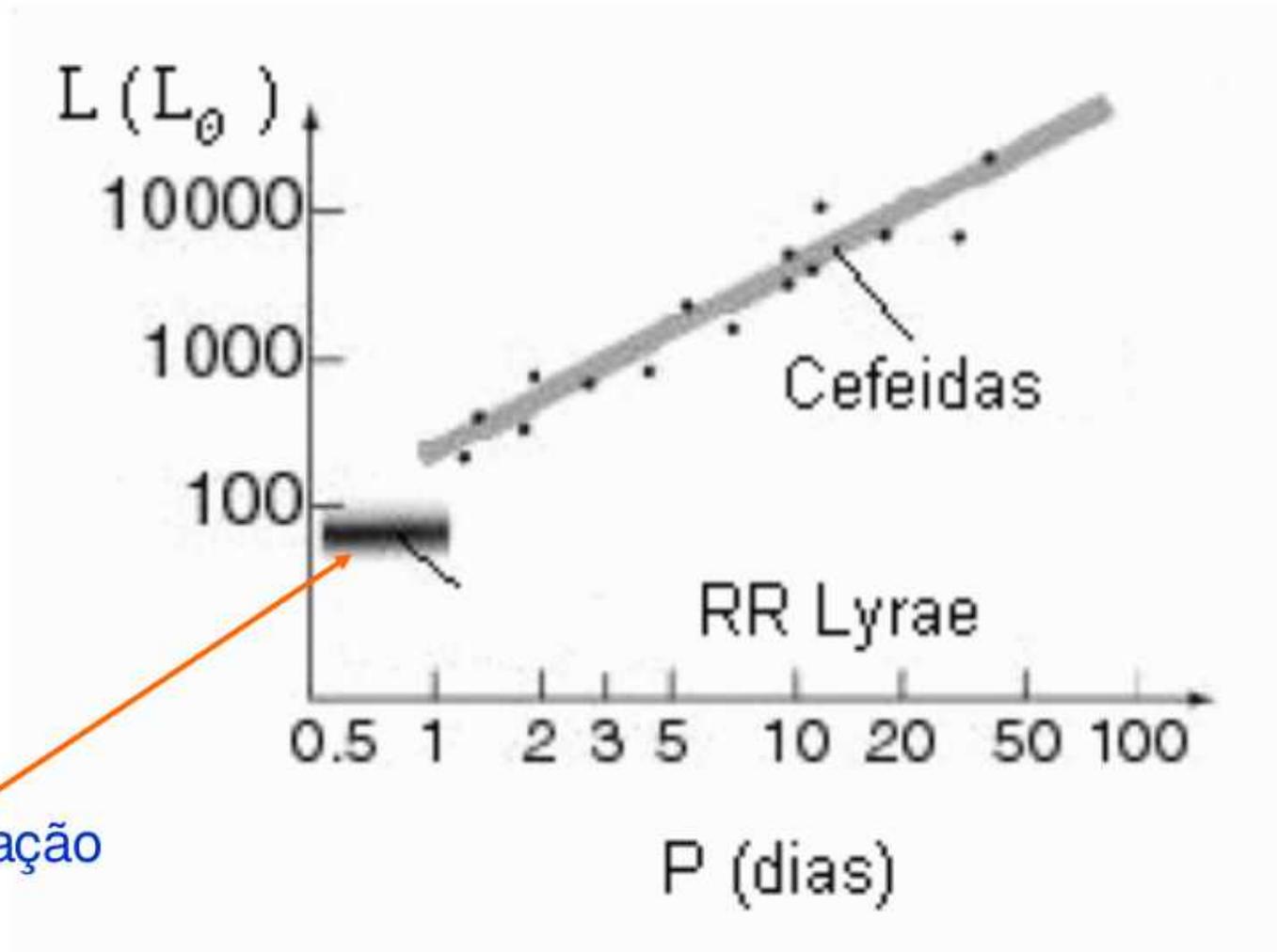
**Cefeidas:**

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



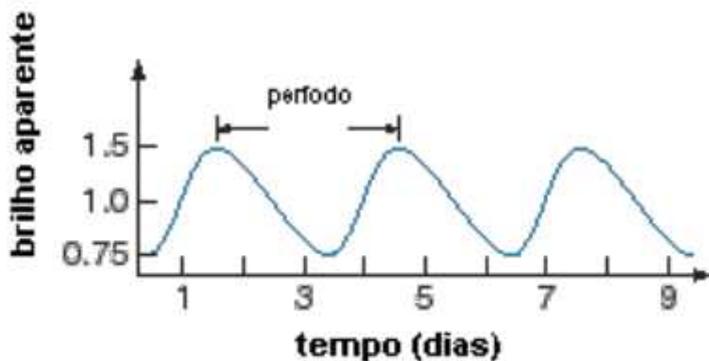
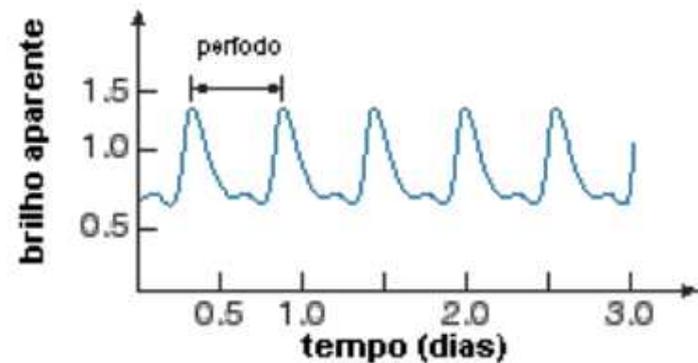
períodos de pulsação das estrelas variáveis RR Lyrae.

# 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)

