

Bandas Fotométricas
Cor e Índices de Cor
Classificação Espectral
Diagrama Hertzsprung-Russel (D-HR)

Sandra dos Anjos

<http://www.astro.iag.usp.br/~aga210/>

Lembrando que...

$$\text{Luminosidade ou Potência} \cdot L = 4\pi\sigma R^2 T^4 \quad (\text{T-temp. efetiva})(W = \text{ergs} \times s^{-1})$$

Grandeza intrínseca da fonte e fornece a **energia total emitida** em todas as direções por unidade de tempo = **potência emitida em unidades de Watts.**

É uma grandeza que não depende da distância

$$\text{Brilho ou Fluxo} - F = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (W/cm^2 = \text{ergs} \times s^{-1} \times cm^{-2})$$

Grandeza observada e medida nos detetores de telescópios. Fornece a energia por unidade de tempo e por unidade de superfície.

É uma grandeza que depende da distância.

É expresso por um número denominado **magnitude aparente (m)**, que por definição, é uma quantidade que serve para caracterizar o brilho da estrela em sua distância real.

Cuidado: Este número diminui a medida que o brilho aumenta....!

Equipamentos eletrônicos como os fotômetros ou detetores eletrônicos (CCD) acoplados a telescópios, passam a **captar e medir a radiação com precisão**, mostrando que **a diferença de 1 magnitude corresponde a uma razão de brilho de aproximadamente 2.512 (ver abaixo)**.

A explicação: o olho humano tem uma resposta logarítmica ao brilho, e isto significa que **pares de estrelas** que parecem ter **diferenças de brilho** semelhantes, tem na verdade **proporções ou razões** de brilho semelhantes.

$$\begin{aligned} 1^{\text{a}} \text{ magnitude} &= m_1 \\ 2^{\text{a}} \text{ magnitude} &= m_2 = \frac{m_1}{2.512} \\ 3^{\text{a}} \text{ magnitude} &= m_3 = \frac{m_1}{(2.512)^2} = \frac{m_1}{6.31} \\ 4^{\text{a}} \text{ magnitude} &= m_4 = \frac{m_1}{(2.512)^3} = \frac{m_1}{15.85} \\ 5^{\text{a}} \text{ magnitude} &= m_5 = \frac{m_1}{(2.512)^4} = \frac{m_1}{39.8} \\ 6^{\text{a}} \text{ magnitude} &= m_6 = \frac{m_1}{(2.512)^5} = \frac{m_1}{100} \end{aligned}$$

Uma diferença de 5 magnitudes

$\Delta m = m_6 - m_1 = 5 \rightarrow F_1/F_6 = 100$ que corresponde a uma razão de 100x em fluxo.

Uma diferença de 1 magnitude

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

O brilho ou fluxo dos astros passa a ser **expresso por um número** em termos de um “**Sistema de Magnitudes**” baseado em observações fotométricas precisas e segue a sensibilidade da visão humana.

Diferença de Magnitudes e Razão de Brilhos

Estrelas tem uma faixa contínua de brilho implicando em magnitudes fracionárias.

Para expressar mais precisamente as **medidas, comparações entre elas e graficar números fracionais** que representam amplitude de valores e intervalos destas grandezas, utiliza-se um **operador matemático que é o logarítmo.**

A correlação precisa entre diferentes magnitudes e razões de brilho (b) é dada por,

$$m_1 - m_6 = 2.5 \log (b_1/b_6)$$

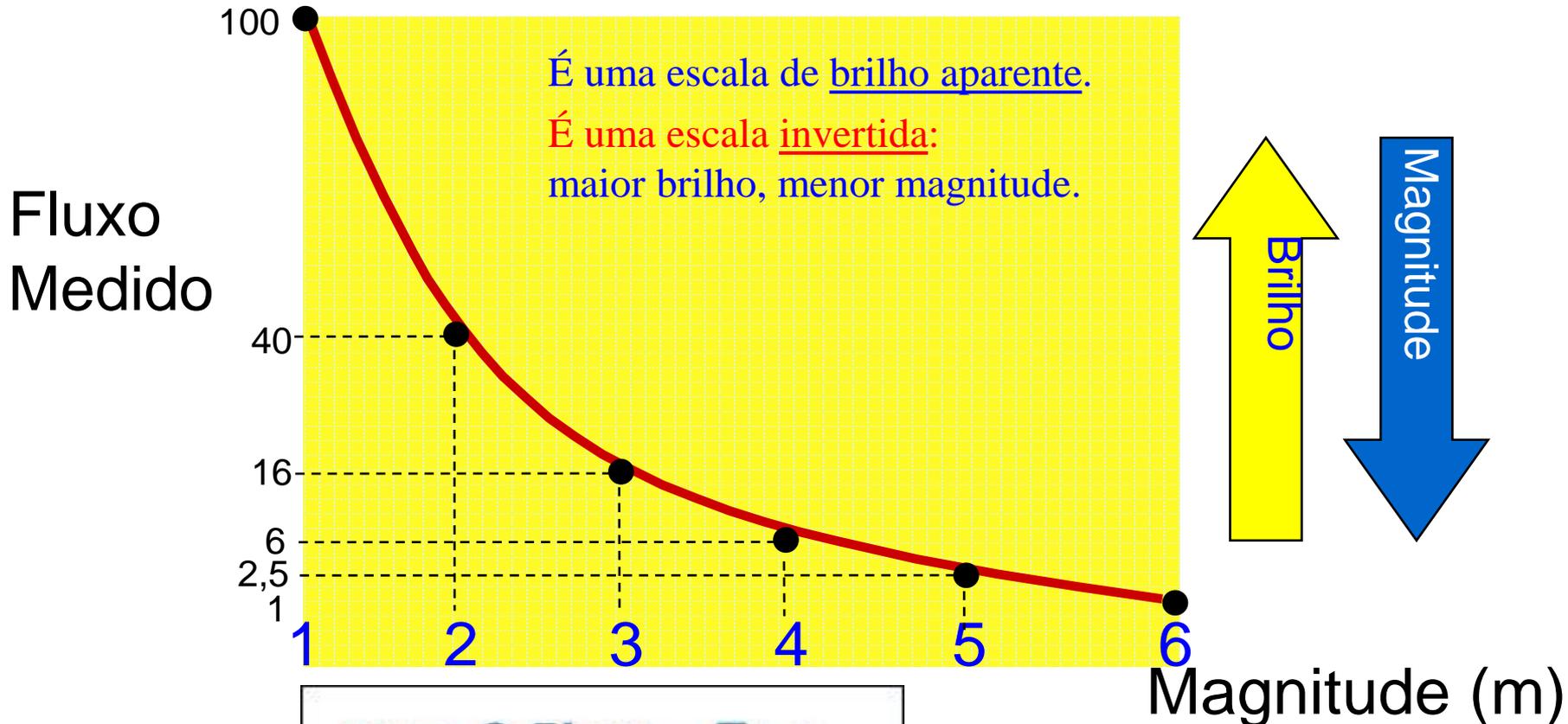
Vamos ter uma dificuldade aqui....

O brilho ou fluxo (F) é uma grandeza que **depende da distância....** $F = \frac{L}{4\pi d^2}$

A luminosidade (L) ou potência **não depende da distância..**, $L = 4 \pi R^2 \sigma T_e^4$
...mas obte-la requer observações sobre a faixa inteira de “comprimentos de onda - λ ” incluindo UV e IR

Magnitude Aparente – (m)

... o olho humano tem uma **resposta logarítmica** ao brilho.
A escala de magnitude usada hoje é descendente direta da escala de Hiparco.



$$m = -2.5 \log_{10} F + c$$

onde:

m = Magnitude aparente ou visual

F = Luminosidade recebida pelo fotômetro

C = Constante que define o zero na escala

O sinal negativo é para impor a relação inversa entre magnitude e brilho, ou seja, a magnitude aumenta quando o fluxo diminui.

Magnitude Bolométrica (m_b)

O brilho ou fluxo de uma estrela é a quantidade total de energia (luz) em todos os comprimentos de onda (λ) que chega em um detetor, por unidade de área (1cm^2) e de tempo (1s).

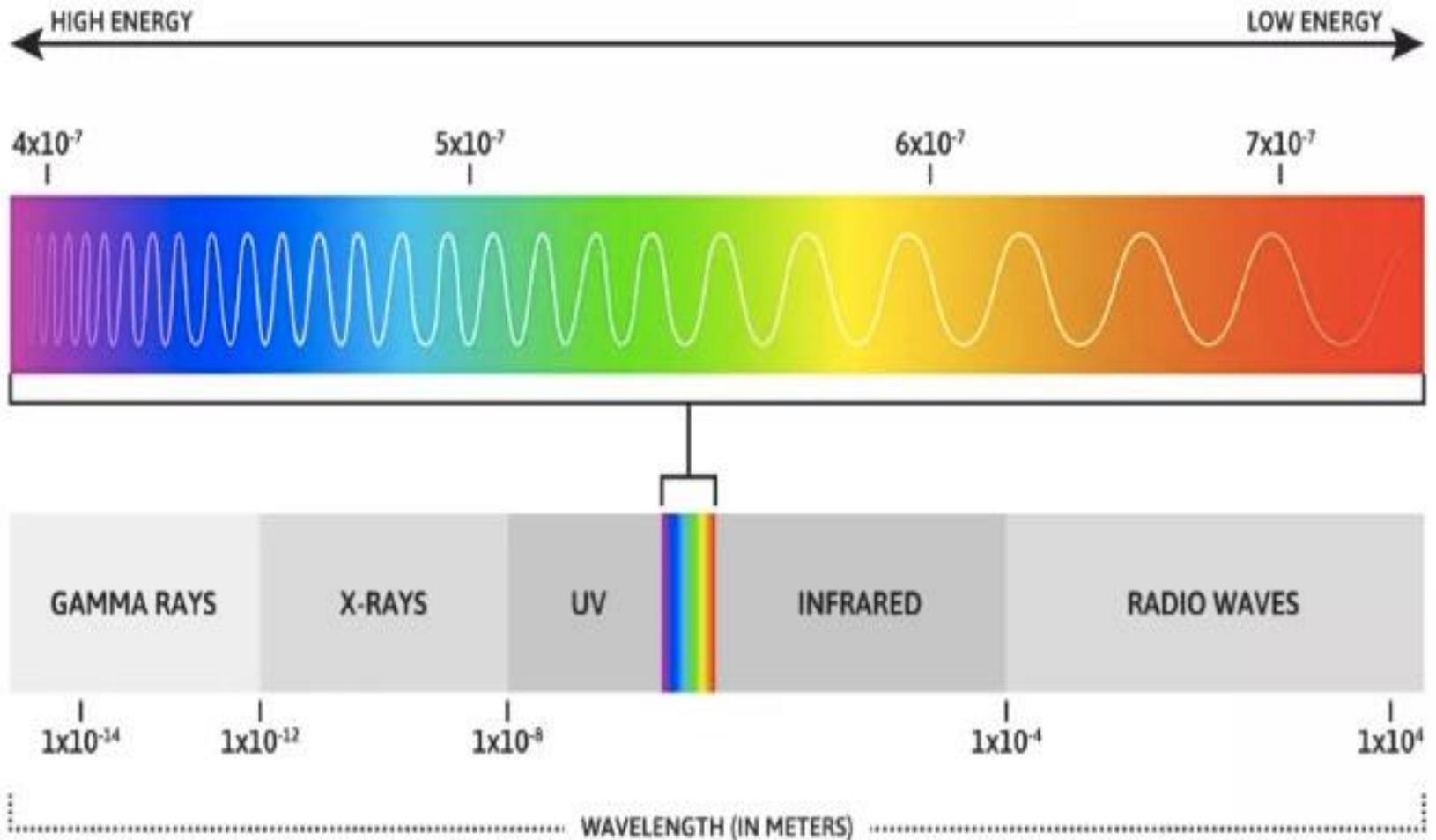
Em uma única observação não é possível obter a energia total irradiada em **toda a faixa do espectro eletromagnético** de uma estrela (ou fonte).

Na prática o que se faz é medir **separadamente** a magnitude em várias bandas ou filtros e assim pode-se obter a energia total de todo o espectro.

A magnitude neste caso é chamada **bolométrica** (m_b)

Assim, observações dos astros são feitas em diferentes filtros ou bandas, i.e., em diversos intervalos de comprimento de onda (ou frequência, ou energia).

VISIBLE SPECTRUM

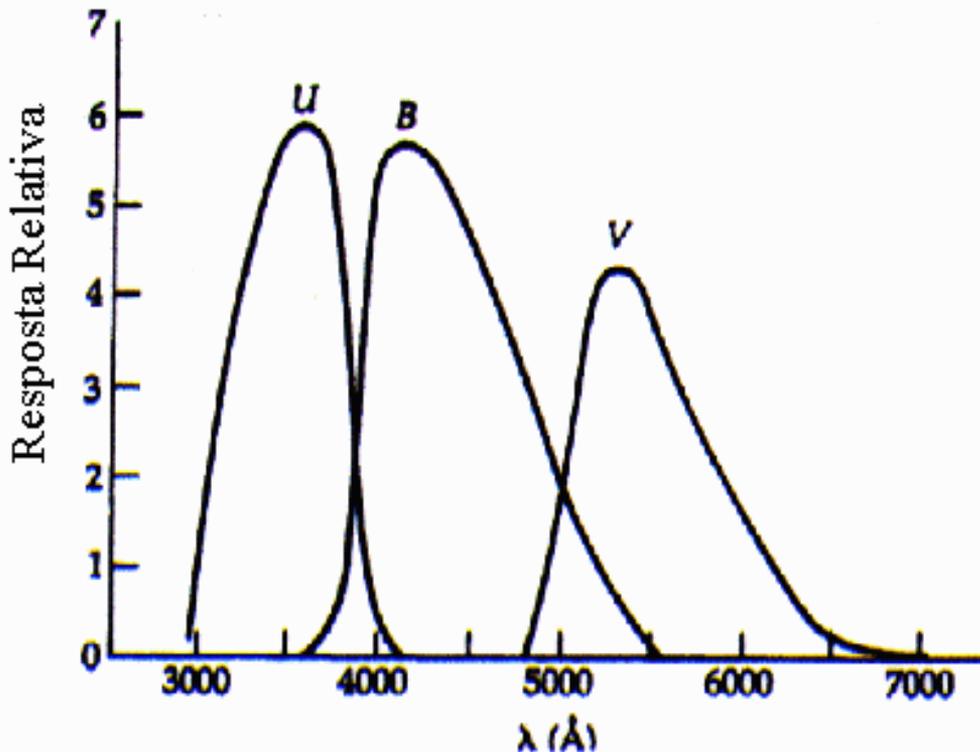


Bandas Fotométricas

Filtros projetados para transmitir uma **faixa de frequências** (bandas) entre 2 intervalos de corte e que rejeita frequências fora desta banda definida. Filtram a luz de uma estrela (ou astro), deixando passar apenas bandas específicas do espectro eletromagnético.

Ex: Sistema fotométrico Johnson: bandas **U** (= 3500 Å), **B** (= 4500 Å) e **V** (= 5500 Å)

Definidas em função das magnitudes aparentes



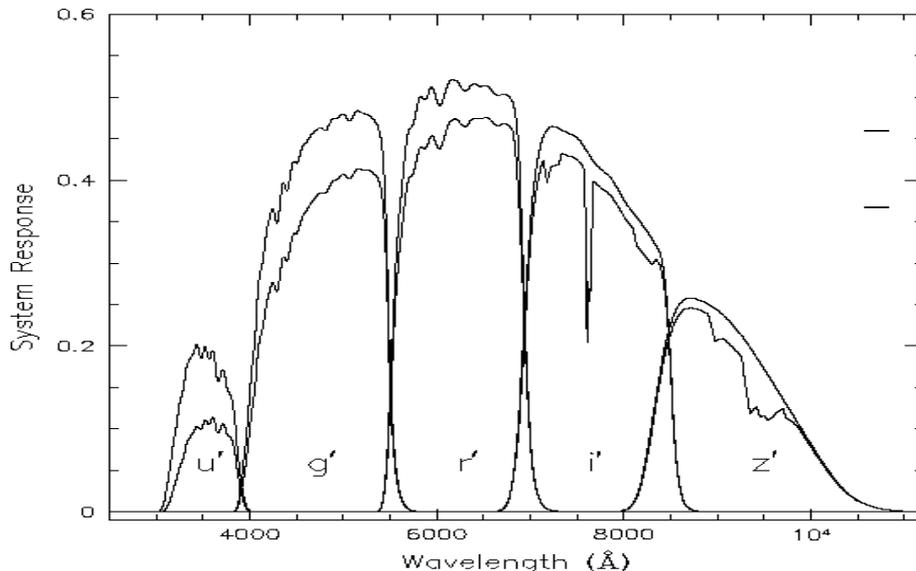
- **U** (= m_U) , **B** (= m_B) e **V** (= m_V) representam as magnitudes aparentes (m_U , m_B , m_V) nas bandas do ultravioleta, azul e visível, respectivamente.

- 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 ou Cor

Índice de cor quantifica a **cor** de uma estrela usando medidas de magnitude em dois comprimentos de onda ou filtros: o filtro B, por exemplo, que só permite a passagem de luz no domínio azul do espectro e o filtro V, que transmite apenas a luz no domínio de comprimento de onda consistente com o verde-amarelo.

A diferença de magnitudes aparentes B-V, por exemplo, quantifica a importância relativa desses dois domínios do espectro para o fluxo total da estrela. Podemos usar também B-V, V-R, H-K, g'-r', etc...



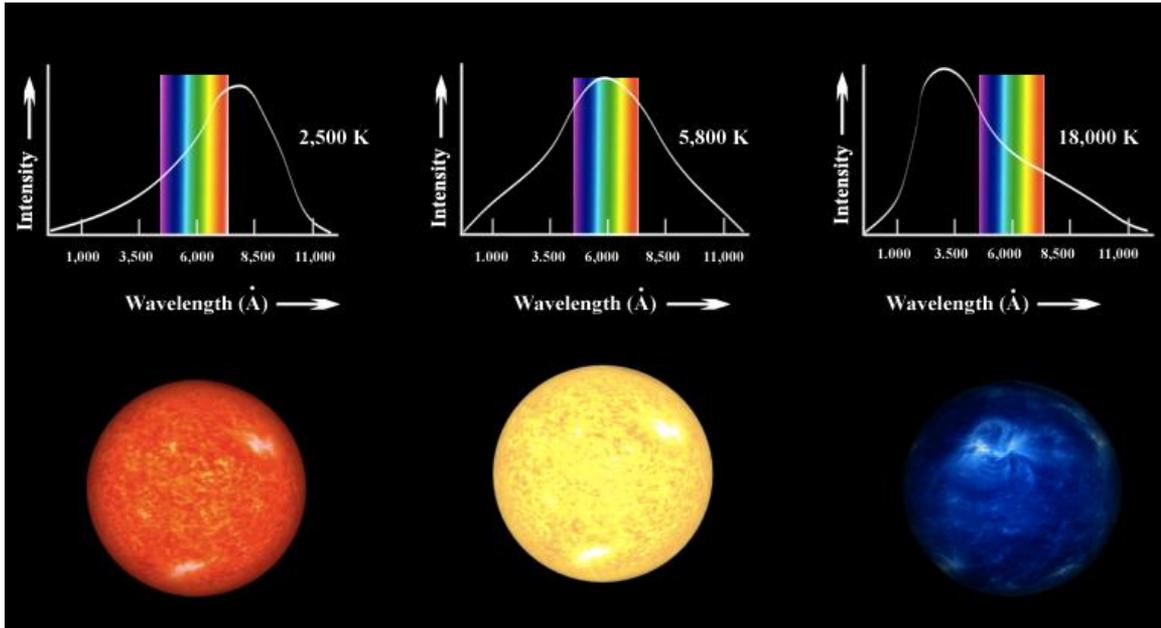
→ Por convenção, fazemos:

banda mais azul – banda mais vermelha

Existem outros sistemas (filtros), ex:

u', g', r', i', z'

Cor e Temperatura

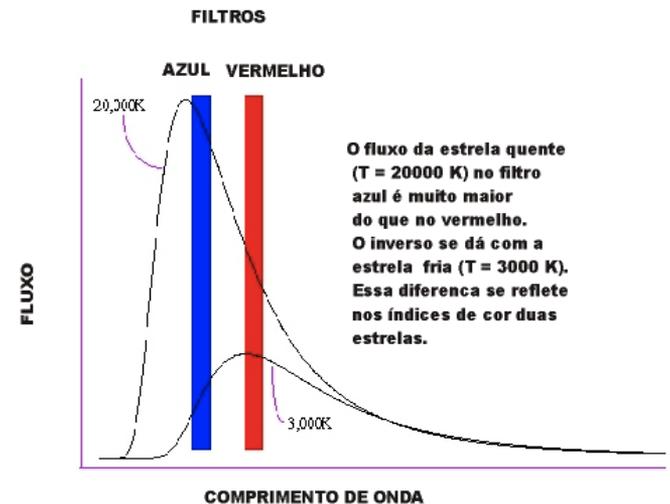


Conforme **aumenta a temperatura** de um corpo negro, o **pico** de seu espectro contínuo move-se para um **menor comprimento de onda** (mais azul).

Mede-se o fluxo da estrela usando cada um dos dois filtros (B e V), por exemplo.

Converte-se os fluxos medidos em magnitudes aparentes B e V (ver próximo slide).

Toma-se a diferença entre as magnitudes aparentes obtidas, B-V.

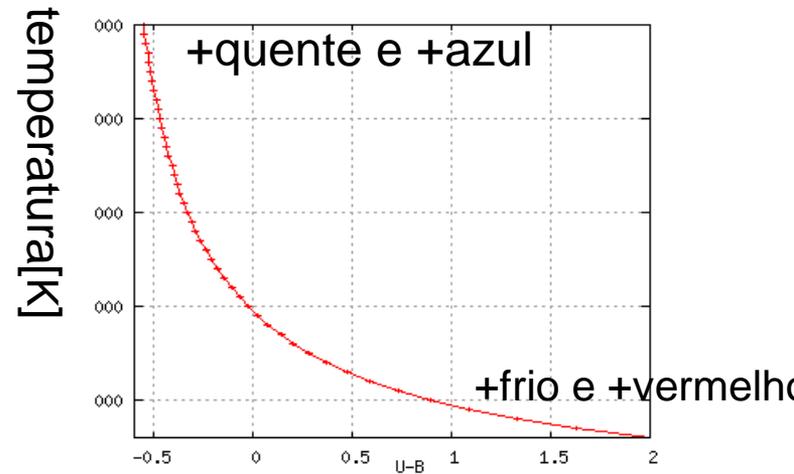
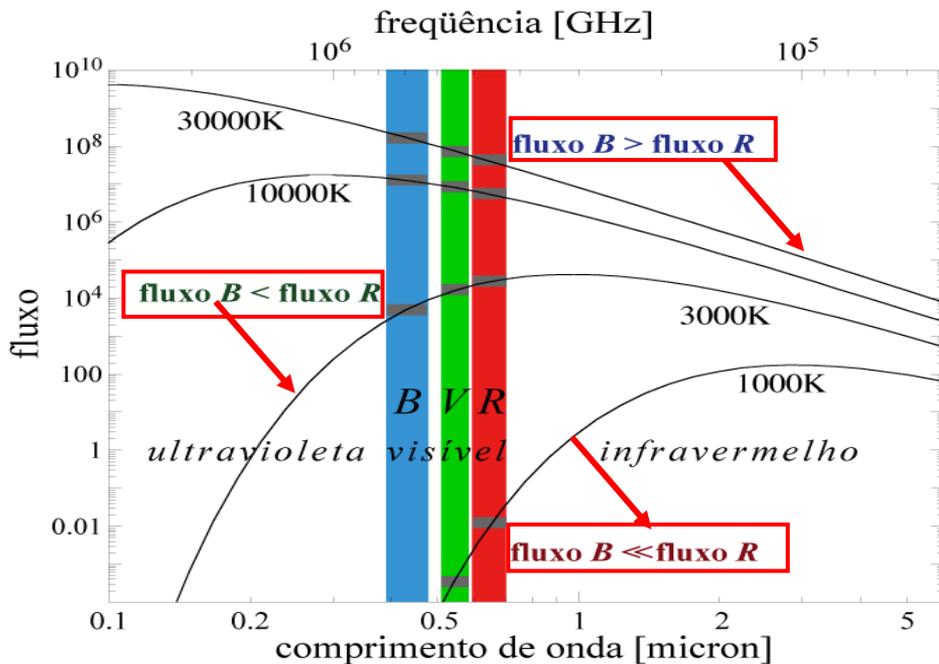


Índice de Cor

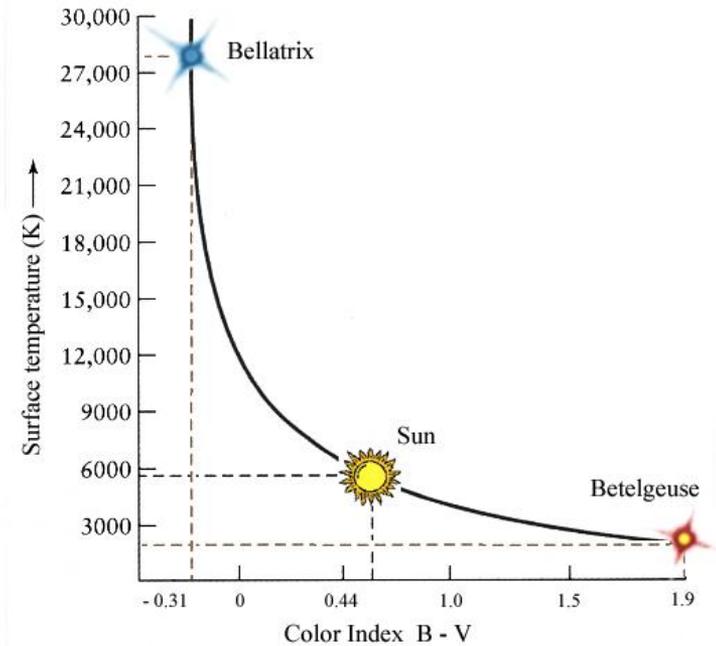
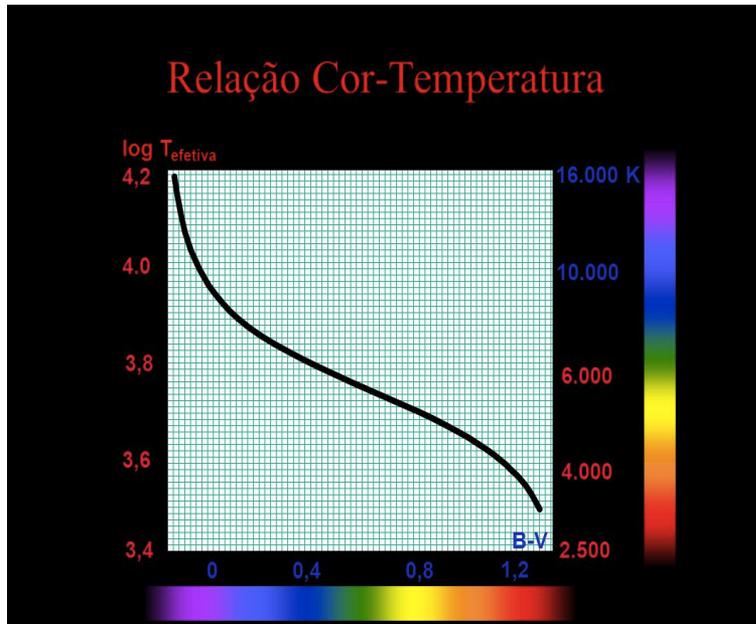
Expresso em termos matemáticos da seguinte forma:

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

onde F_B e F_V são os fluxos medidos nos respectivos comprimentos de onda (B e V)



Conhecendo-se o IC obtem-se -> Teff (T_e)



- 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 efetiva – **Teff**

→ Conclusão: técnica muito mais rápida....!

boa para grandes amostras de estrelas....!

Resumindo

Índices de Cor e Temperatura

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

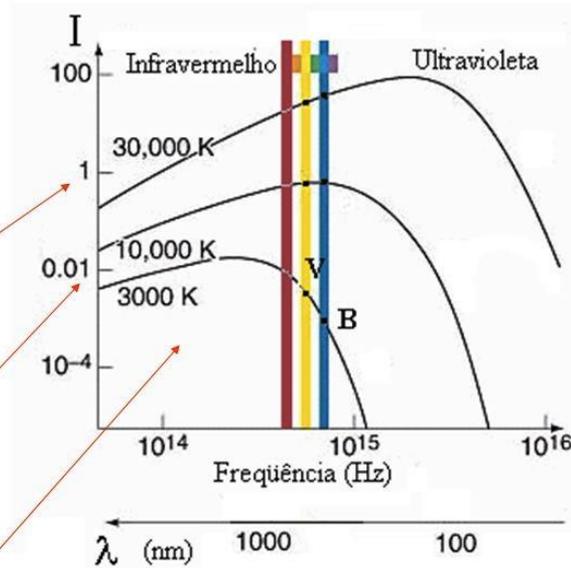
Considere três estrelas a, b, c :

$$T_a > T_b > T_c$$

(a) $T = 30.000 \text{ K}$: fluxo na banda azul (B) maior que fluxo no visível (V)

(b) $T = 10.000 \text{ K}$: fluxos em B e V são semelhantes

(c) $T = 3.000 \text{ K}$: fluxo em B menor que fluxo em V



Fluxo ↑ **Magnitude** ↓

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

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

$$(B-V) < 0$$

Estrela quente, azulada,
tem índice de cor
negativo

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

$$(B-V) > 0$$

Estrela fria, avermelhada,
tem índice de cor positivo

--> Estas temperaturas são as mesmas para um corpo negro perfeito.

--> Mas apenas aproximadamente iguais para uma estrela. Pq?

--> Em estrelas (e corpos negros) o índice de cor está relacionado com a temperatura.

--> Nas galáxias, com a população estelar (azulada, mais jovem, avermelhada, mais velha (como veremos na aula sobre Via Láctea).

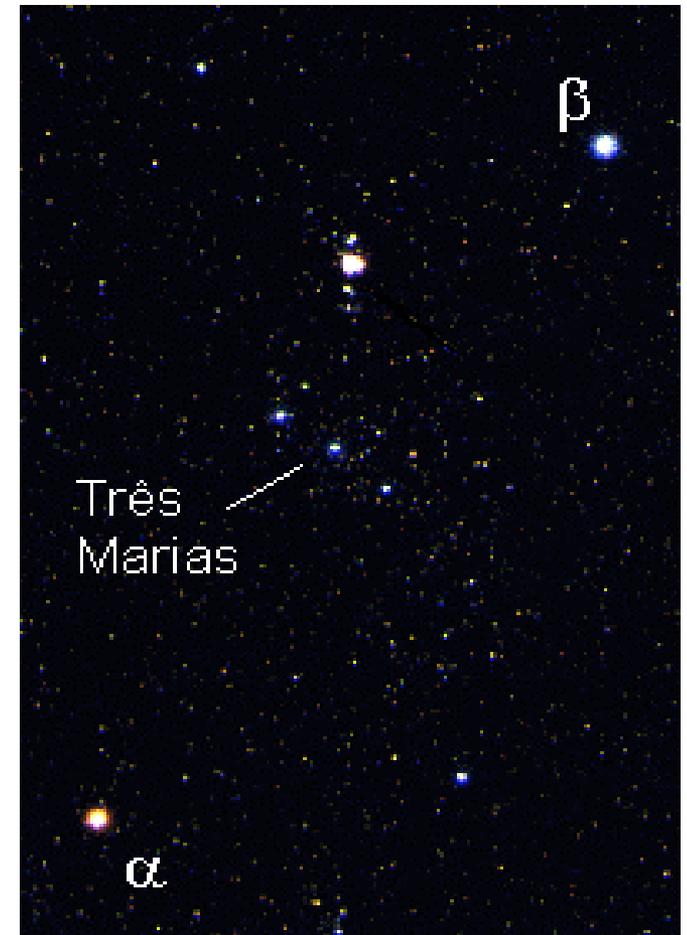
Podemos usar a cor e temperatura para classificar razoavelmente bem as estrelas.

Vamos ver como ...

Cores das Estrelas

Na constelação de Orion:

Rigel (beta) é **azul**, Betelgeuse (alfa) é **vermelha**



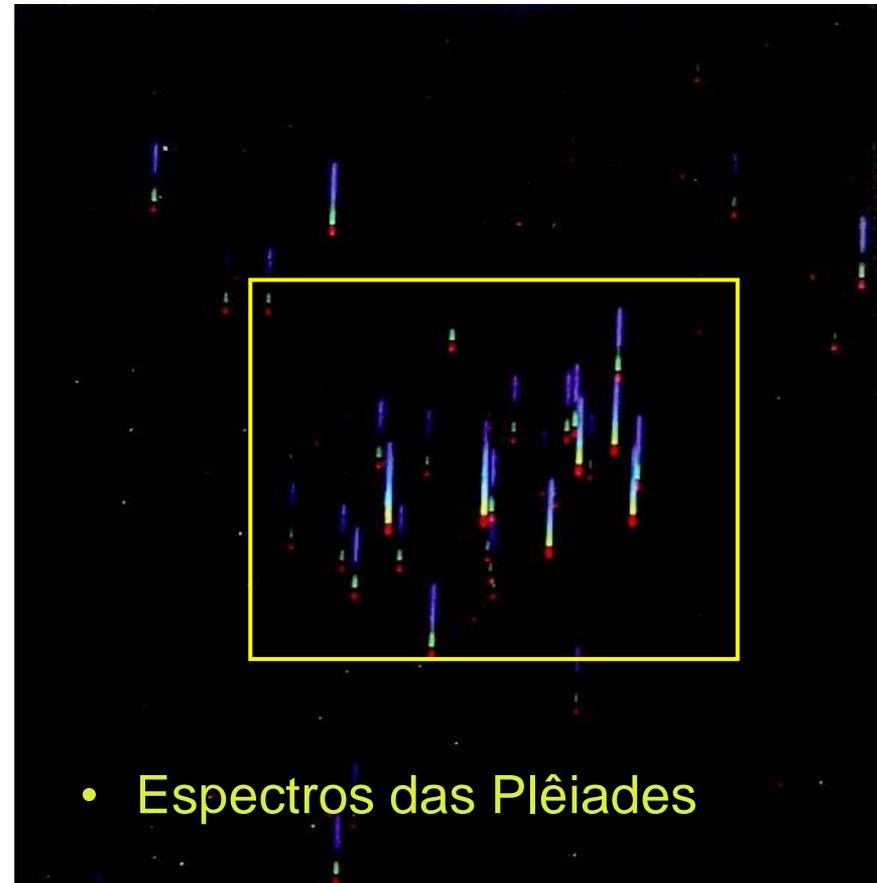
Cores das Estrelas

As cores estão relacionadas com o **espectro**.

Plêiades



imagem “clássica”.



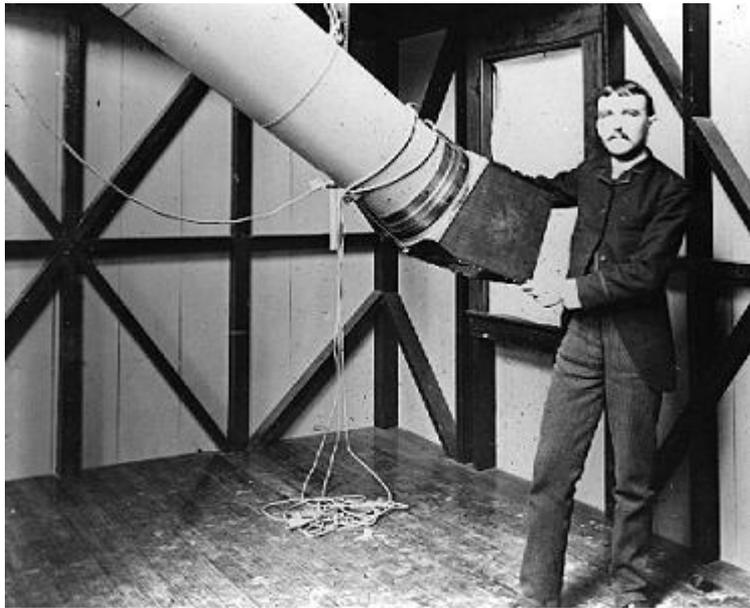
- **Espectros das Plêiades**

imagem dos espectros: geradas após a luz das estrelas passarem por um prisma objetivo

Classificação Espectral

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

Os estudos sistemáticos foram desenvolvidos no Observatório de Harvard no início do Séc. XX.



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



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

Cores das Estrelas

Edward Pickering e os “computadores” de Harvard (início do séc. XX)



Cores das Estrelas

Annie J. Cannon, responsável pela classificação espectral.



Como 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**.

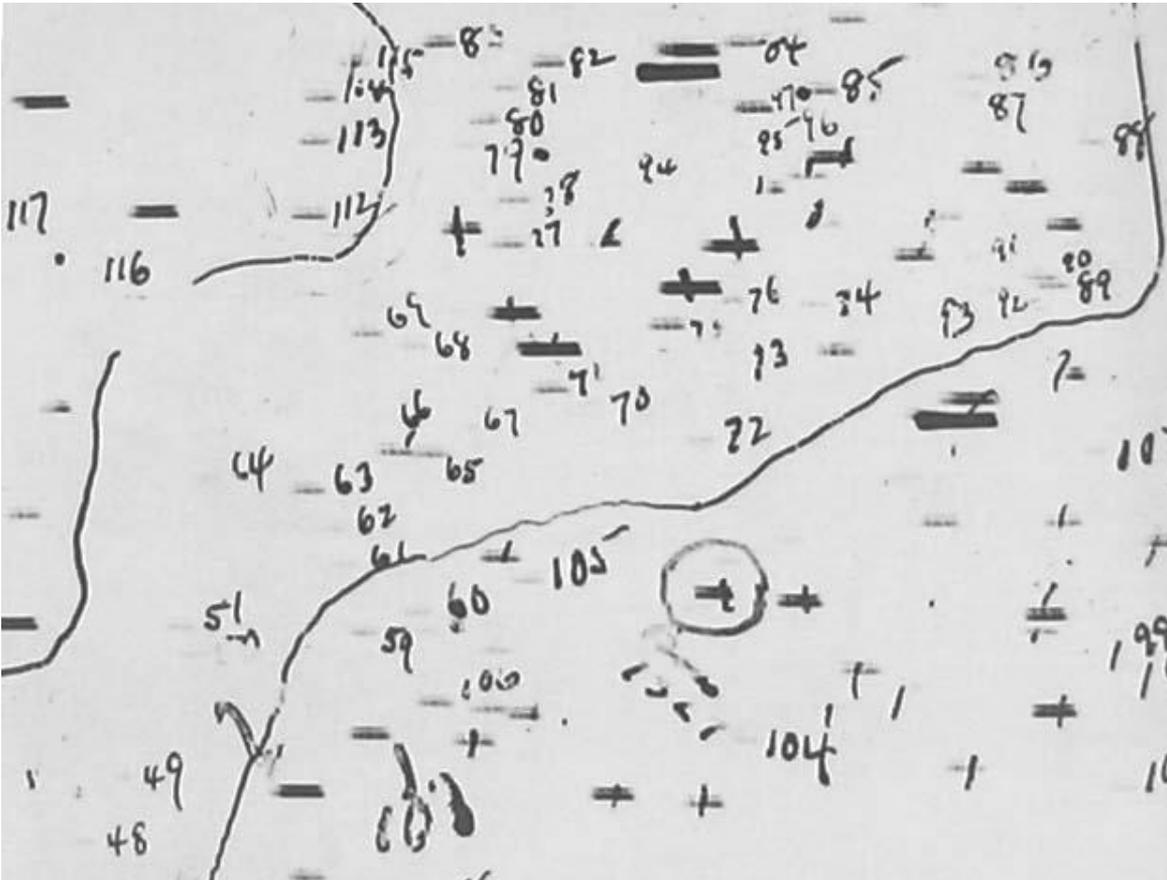
Annie Jump Cannon
(1863 – 1941)

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

Cores das Estrelas

Annie J. Cannon, responsável pela classificação espectral.

Classificou 225 mil estrelas até mag. 9 entre 1918 e 1924.

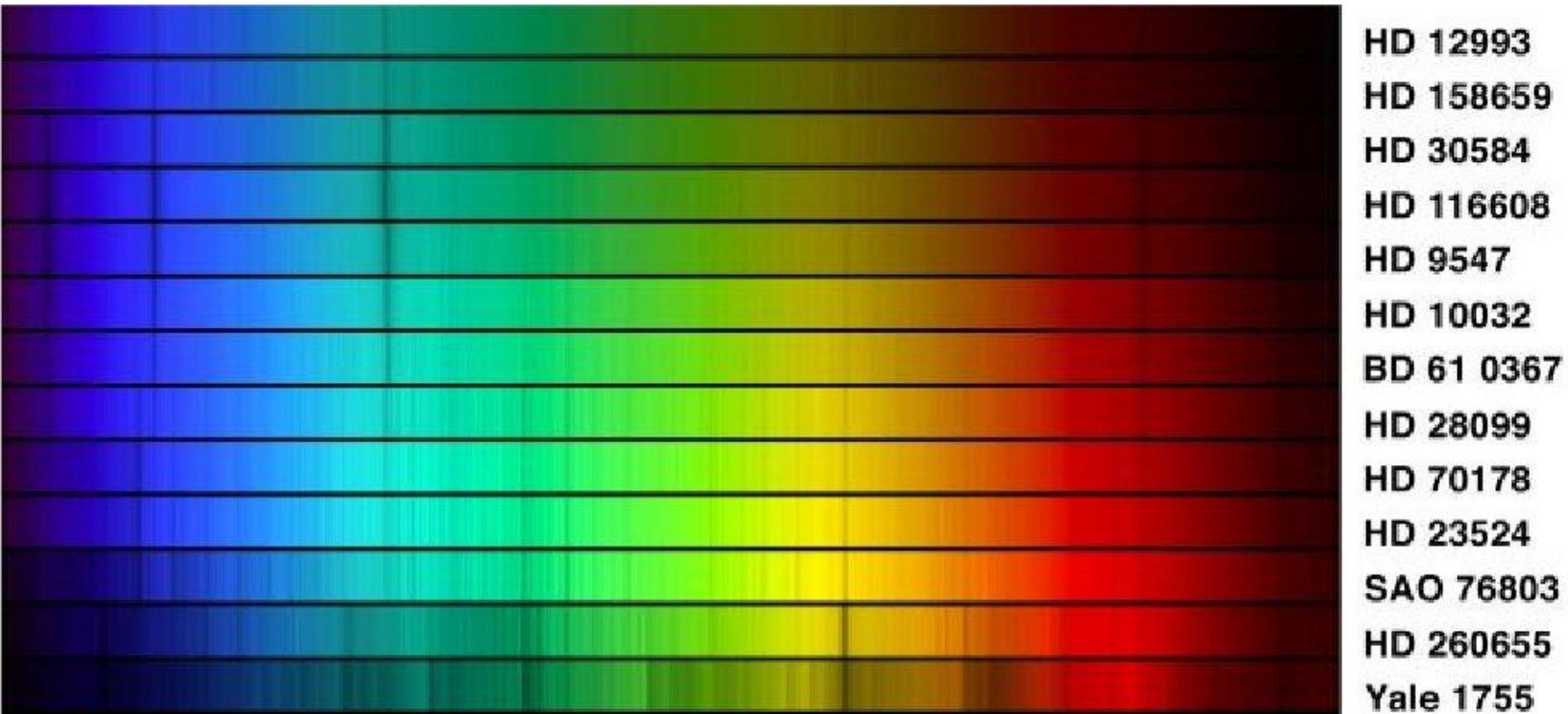


placa fotográfica de um espectrôscópio de prisma objetivo (espectroscopia sem fenda).

Desde 1934, existe um prêmio *Annie Cannon* para astrônomas (US\$1500).

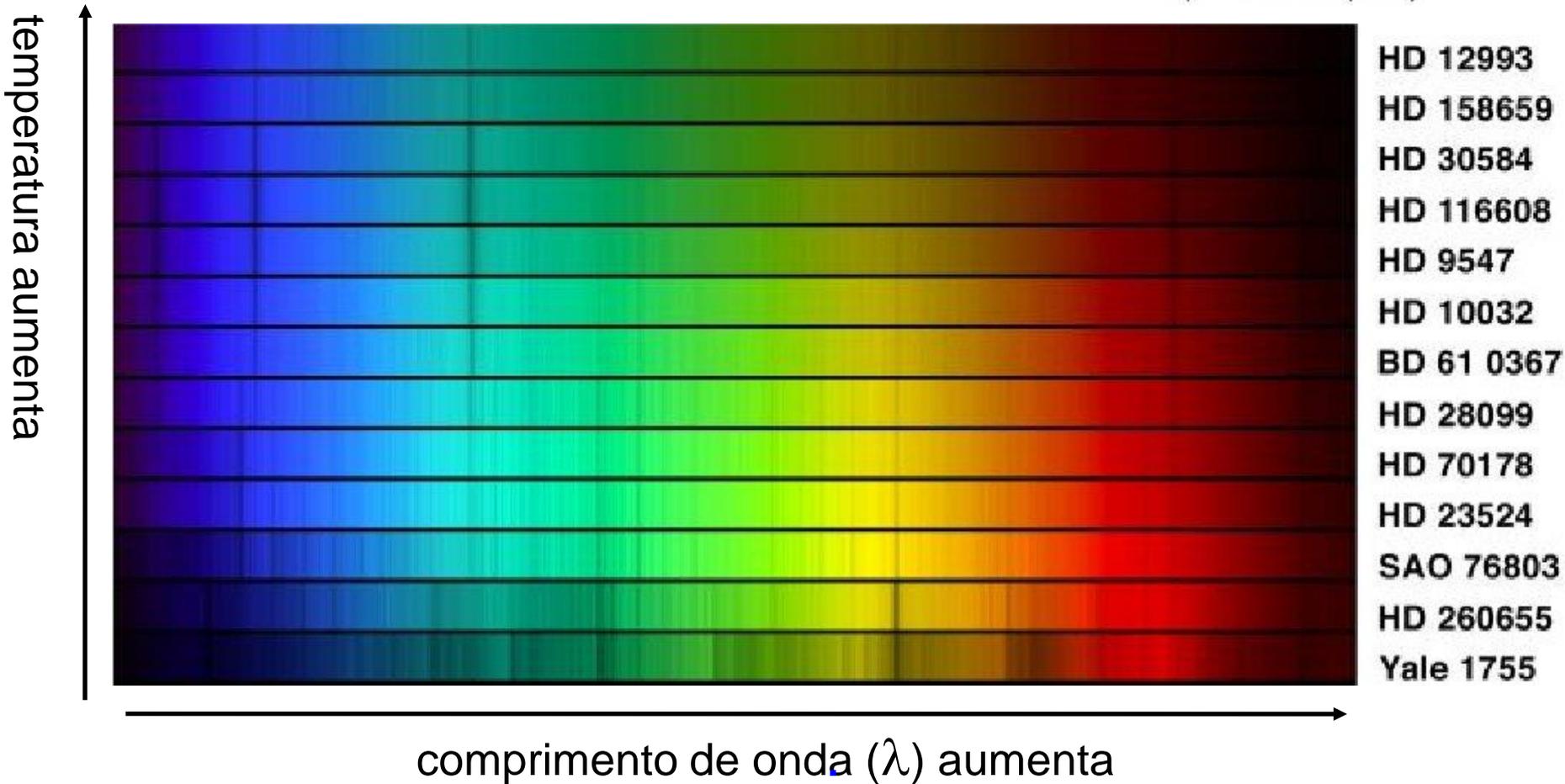
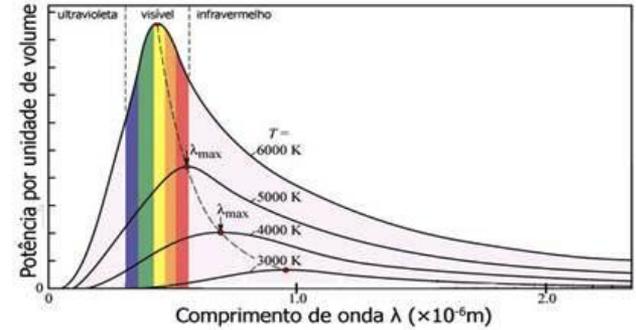
Cores das Estrelas

Espectro de várias estrelas

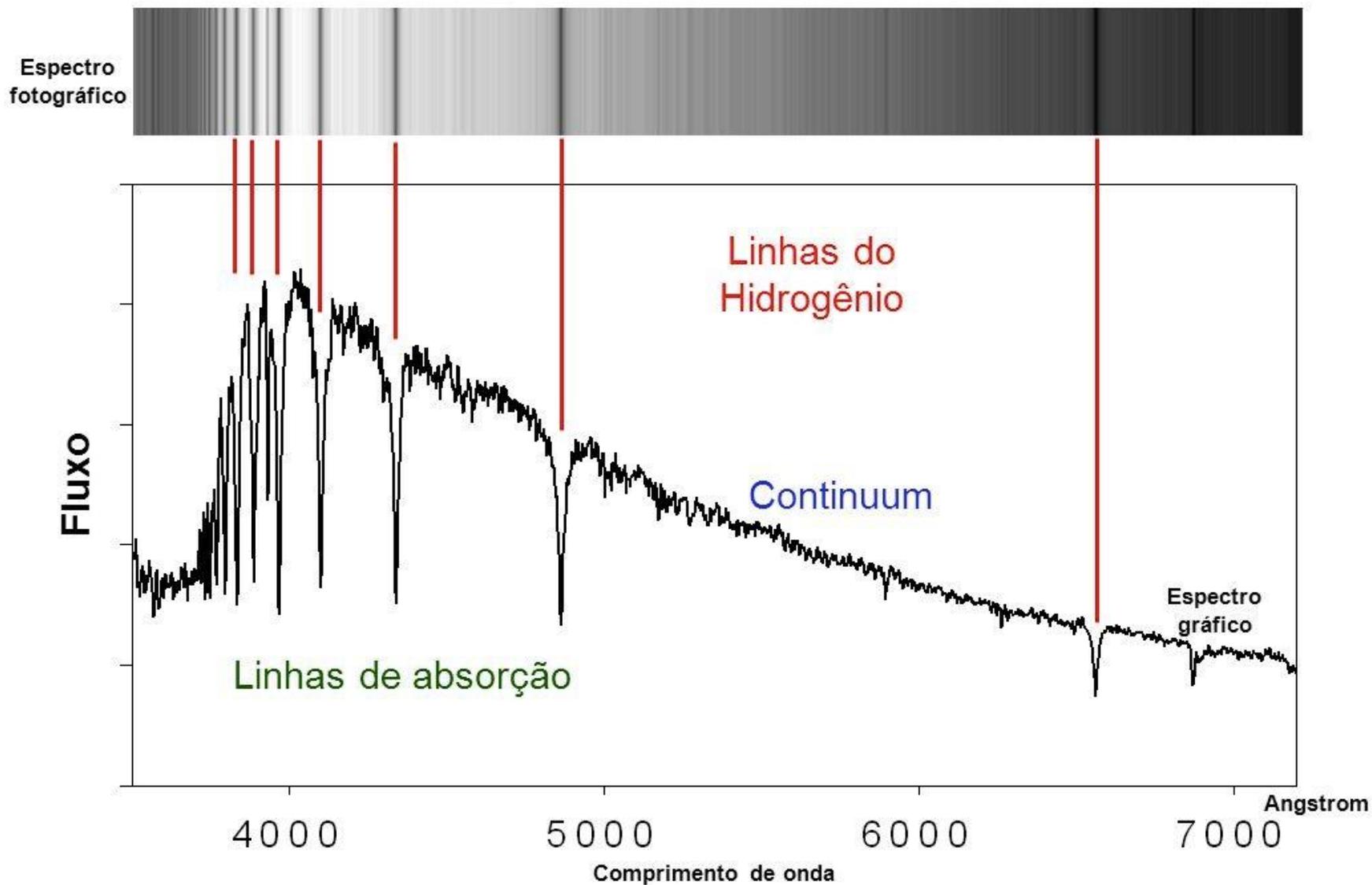


Cores das Estrelas

- Pela lei de Wien $\rightarrow T \cdot \lambda_{\max} = 0,29 \text{ K cm}$
 \rightarrow quanto mais quente, mais azul.



Espectro de Uma Estrela



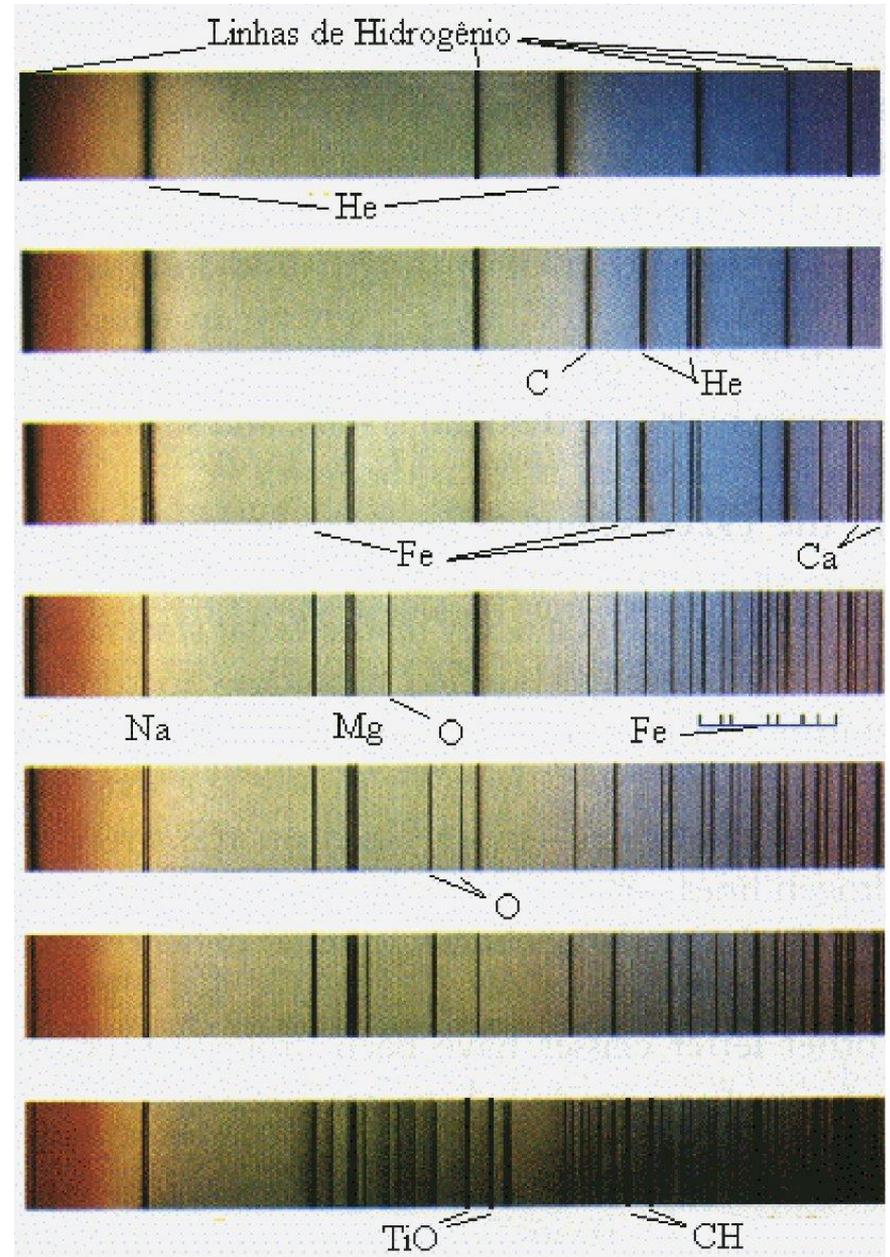
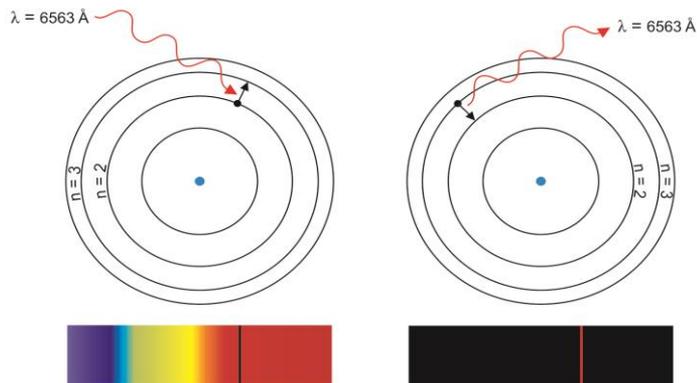
Classificação Espectral Inicial

Primeira classificação, baseada na intensidade das linhas do hidrogênio (série de Balmer). 4 linhas ($\lambda=4100, 4340, 4860$ e 6560 \AA)

Nomenclatura adotada:

A, B, C, D, ..., P.

- “A” tem as linhas mais fortes do 1º elemento mais simples (H).
 - “B” tem as linhas mais fortes de He (2º elemento).
- Etc...



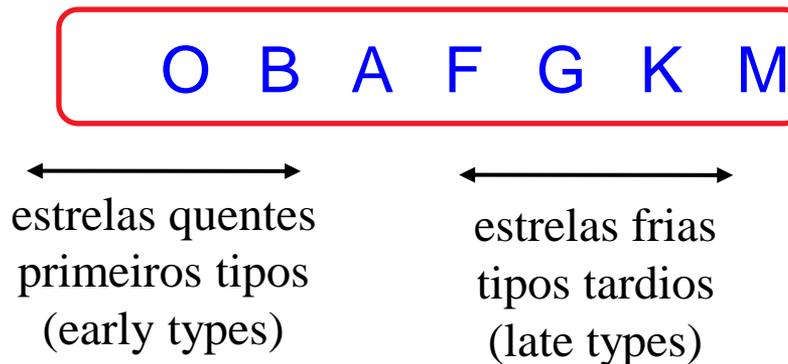
Classificação Espectral Refeita

Cannon percebe que se diferentes tipos de espectro fossem arranjados em certa ordem, o padrão de linhas espectrais mudaria suavemente de um para o próximo.

Foi capaz de refinar cada classe em 10 subclasses, de 0 (zero) até 9, de acordo com o decréscimo de **temperatura**. Ex: G0 (mais quente da classe), G1, G2,..., G9 (mais fria da classe)

Nos anos 1920 a classificação é refeita em termos da temperatura superficial da estrela.

Ordem passa a ser então:

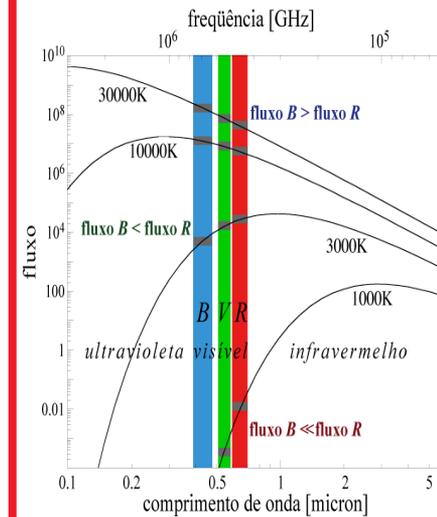
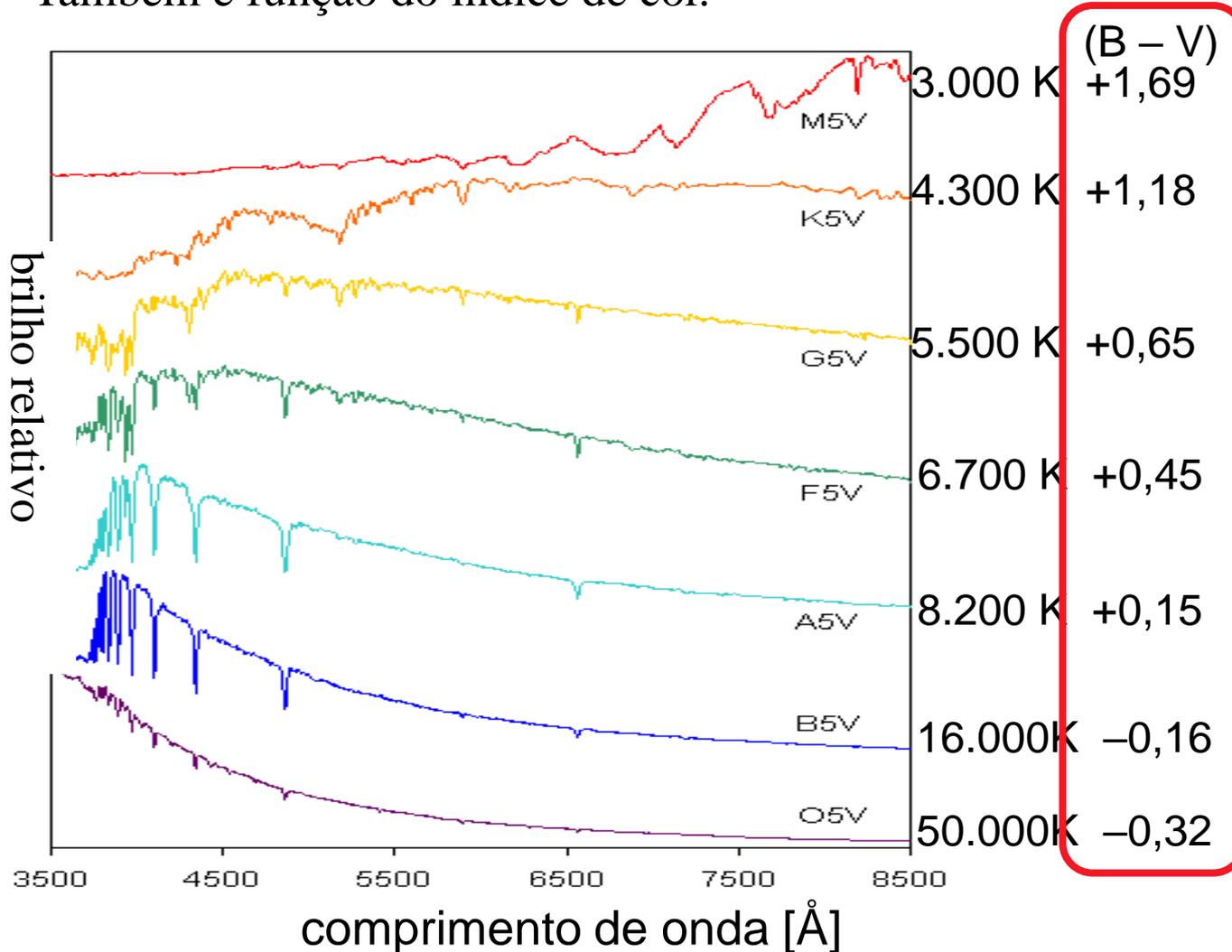


...Para lembrar: “Oh, Be A Fine Girl, Kiss Me”

Classificação Espectral

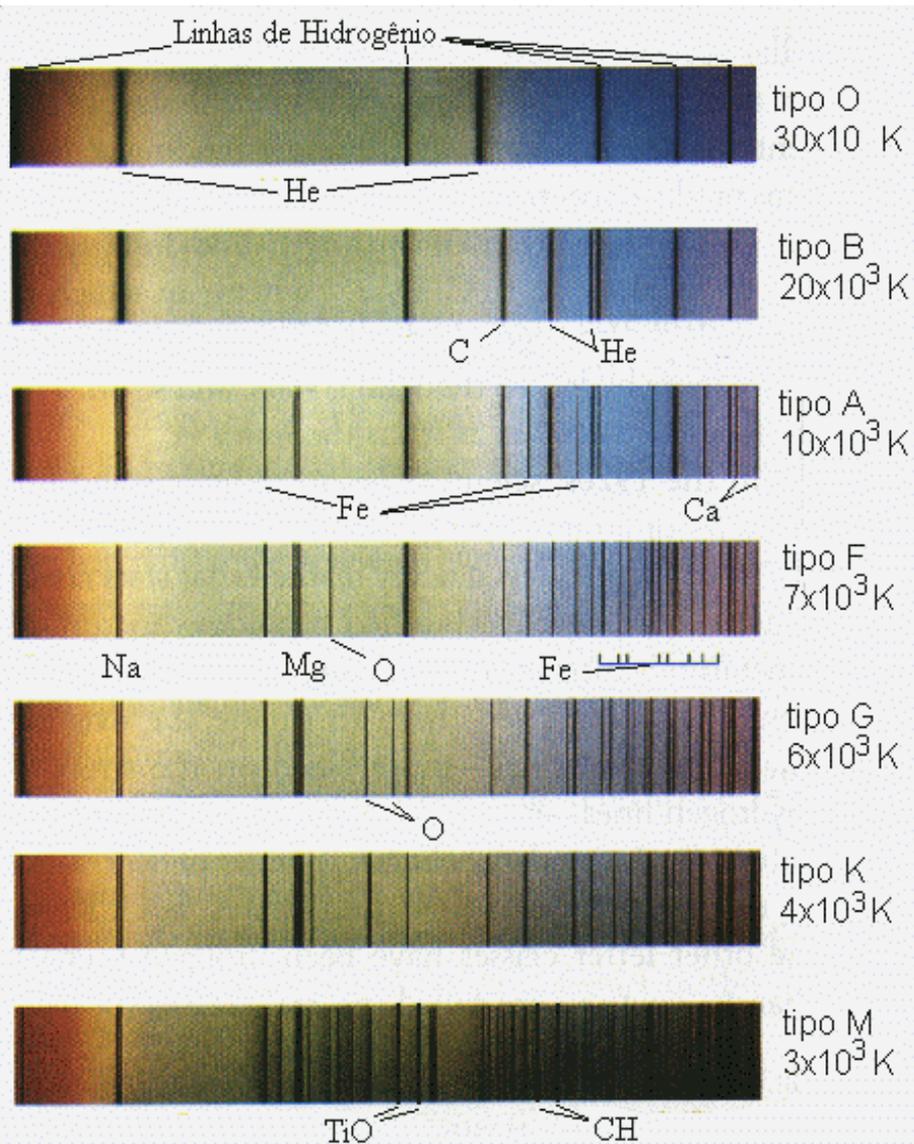
A classificação é função da temperatura superficial da estrela.

Também é função do índice de cor.



Classes Espectrais e Temperatura Superficial

O, B, A, F, G, K, M



As classes espectrais são baseadas em linhas que são sensíveis a **temperatura superficial** da estrela e do **Índice de cor* (IC)**-quantifica a cor de uma estrela medindo-se o fluxo em 2 filtros (B e V, p.ex).

A correlação entre a **aparência do espectro** e a **temperatura** é devido a ionização que determina que linhas espectrais são formadas.

Quanto maior a **temperatura**, **mais ionizado o gás** nas camadas mais externas.

As estrelas tem essencialmente a mesma composição química.

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

$$(B-V) < 0$$

Estrela quente, azulada, tem índice de cor negativo

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

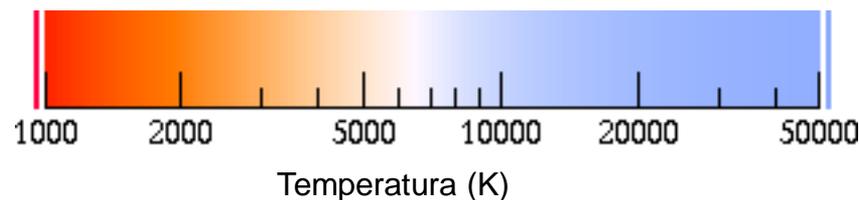
$$(B-V) > 0$$

Estrela fria, avermelhada, tem índice de cor positivo

Classificação Espectral

Os tipos resultam de correlações entre:
temperatura, tipo espectral, cor e proeminência de linhas

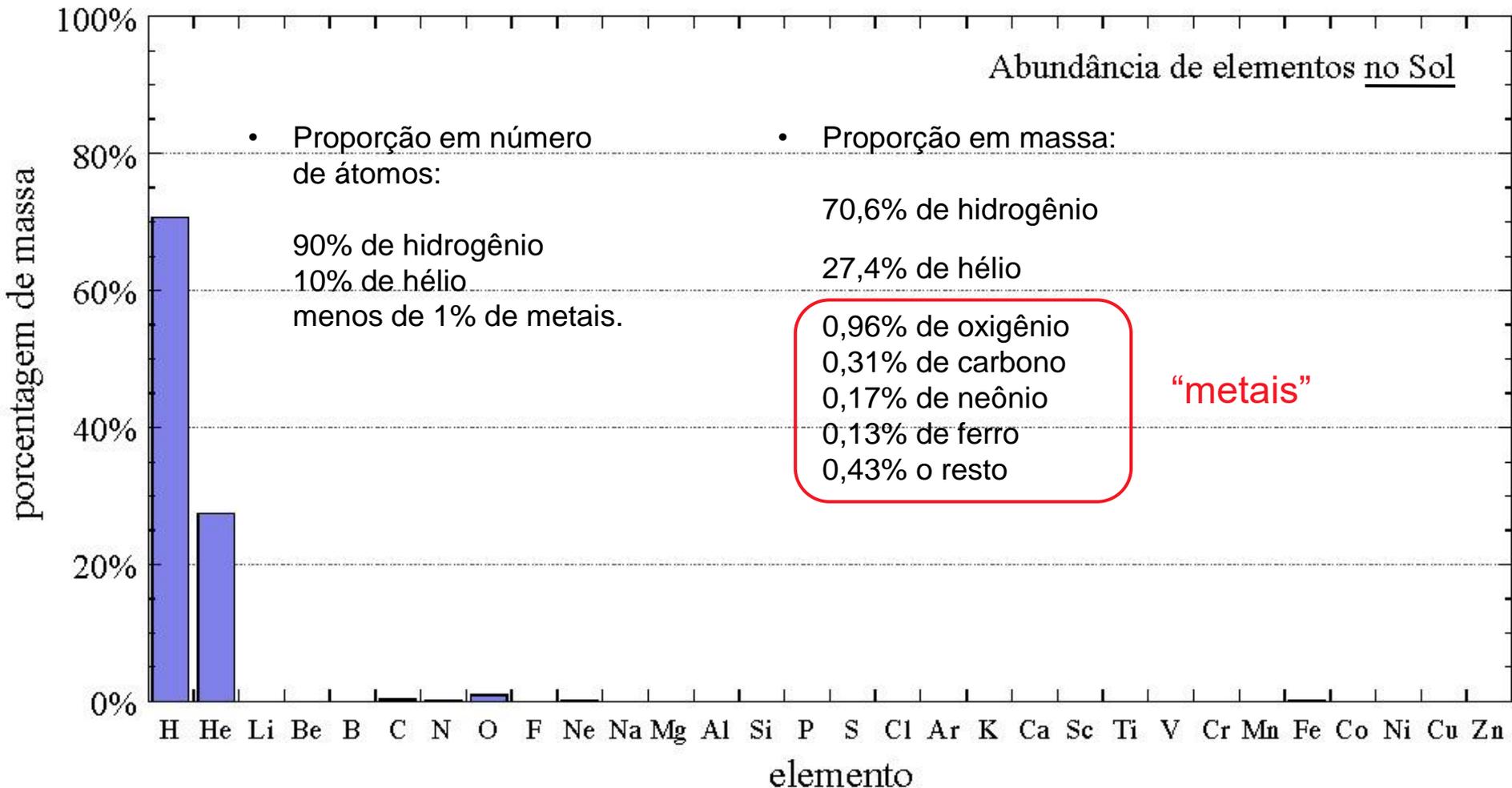
Tipo	Cor simbólica	T(K)	Linhas proeminentes de absorção
O	Azul	30000	He ionizado (fortes), elementos pesados ionizados (OIII, NIII, SiIV), fracas linhas de H
B	Azulada	20000	He neutro (moderadas), elementos pesados 1 vez ionizados
A	Branca	10000	He neutro (muito fracas), ionizados, H (fortes)
F	Amarelada	7000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros (FeI, CaI), H (moderadas)
G	Amarela	6000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H (relativamente fracas)
K	Laranja	4000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H (fracas)



cor de um corpo negro

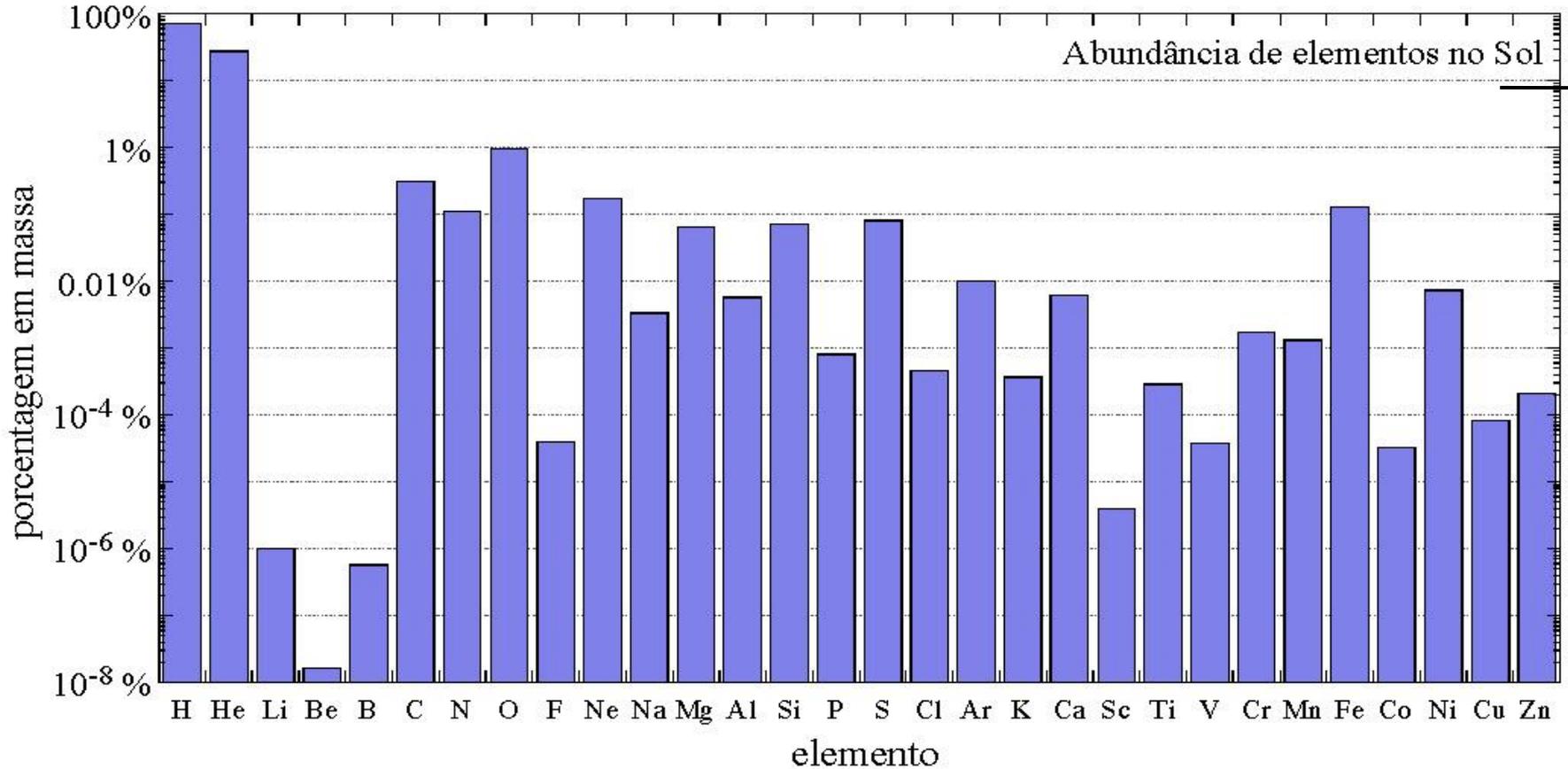
Composição Química

O conteúdo de elementos químicos de uma estrela qualquer é mais ou menos o mesmo.



Composição Química

A **proporção** destes elementos é que vai mudar...



...em escala logarítmica podemos comparar as abundâncias.

Será que existe alguma correlação entre estas grandezas físicas (Te, IC, TE, M) ?

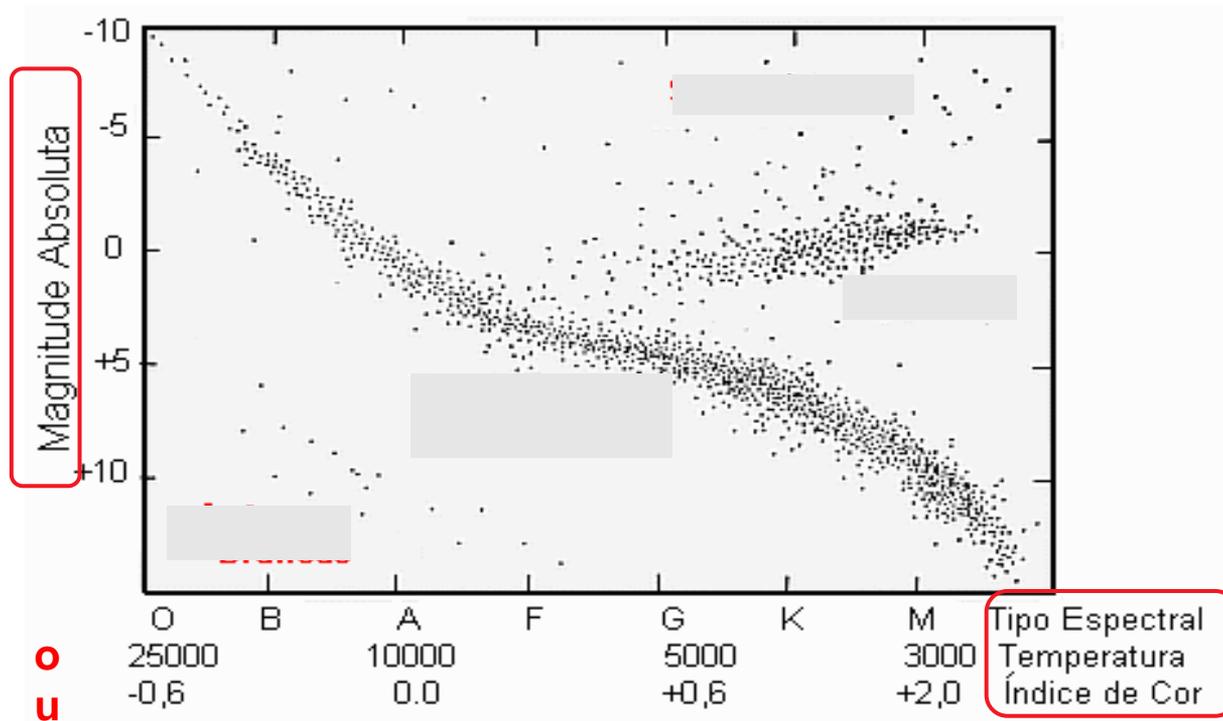
Diagrama H-R

...representa uma das maiores sínteses observacionais na área de Evolução Estelar

Na figura abaixo **cada ponto representa uma estrela**. Vemos que as estrelas não estão distribuídas ao acaso, o que significa que existem **correlações bem definidas** entre a **luminosidade (ou magnitude absoluta - M)** e a **temperatura superficial, ou Tipo espectral ou índice de cor** - **repare nas opções do eixo x !**

4 grandes grupos de estrelas podem ser identificados na figura abaixo.

Quem são estes grupos ? Qual a importância deles?



Reparem nas possíveis grandezas físicas que podem ser utilizadas nos eixos x e y do D-HR

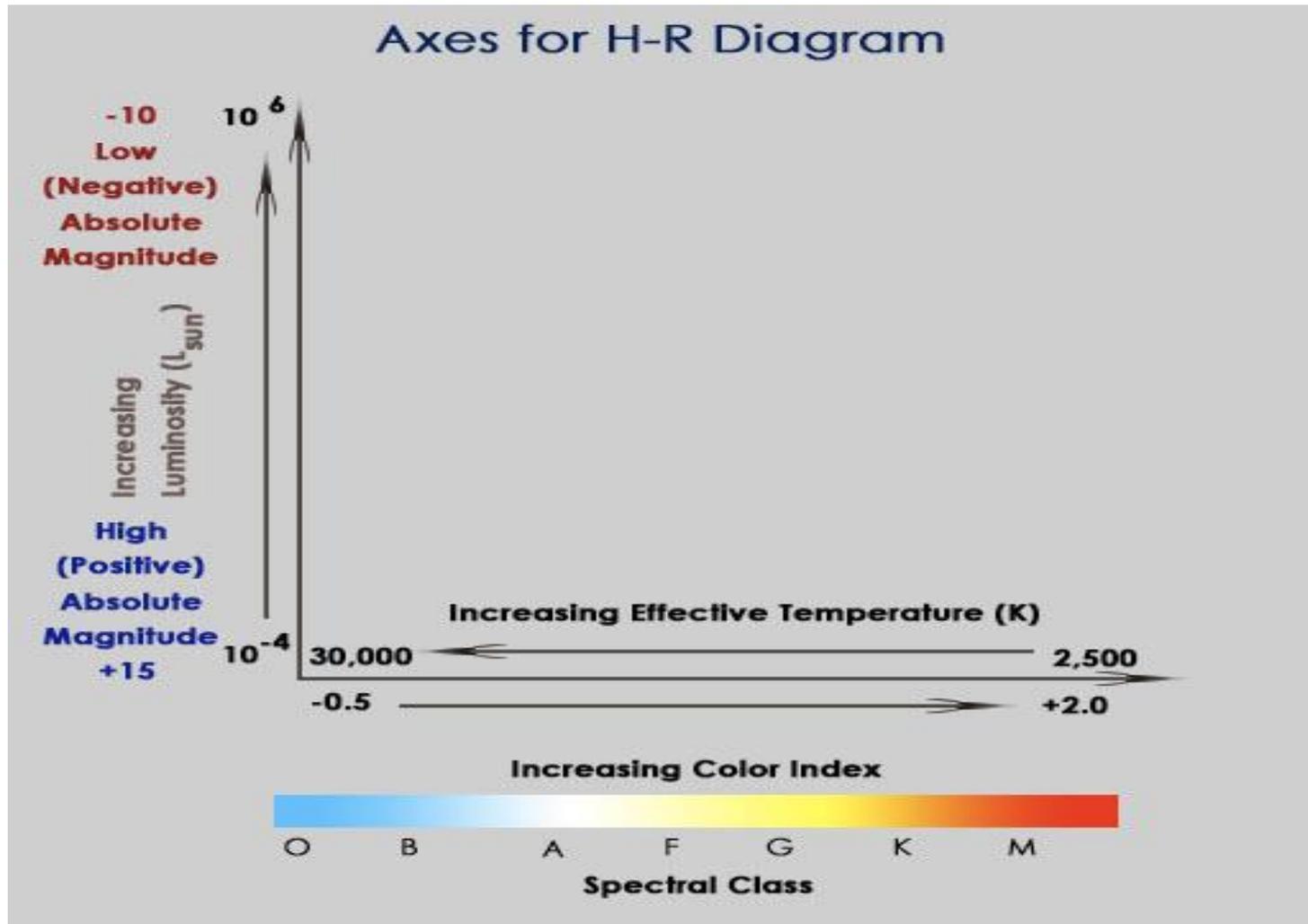
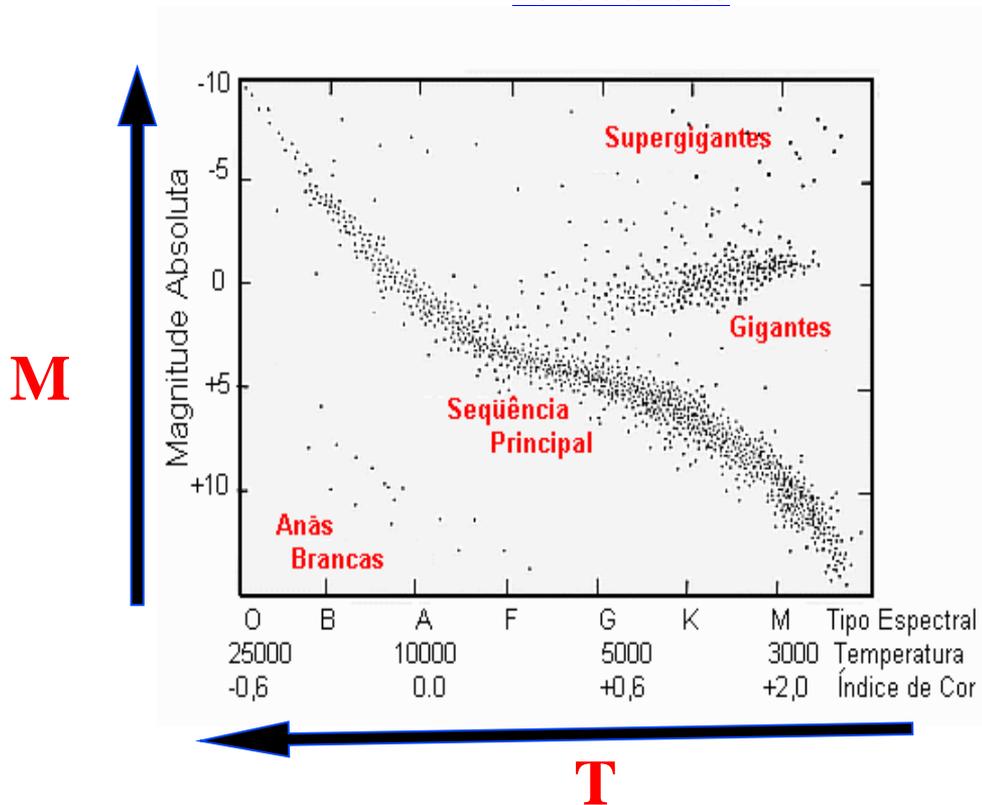


Diagrama H-R: identificando os 4 grandes grupos mais relevantes

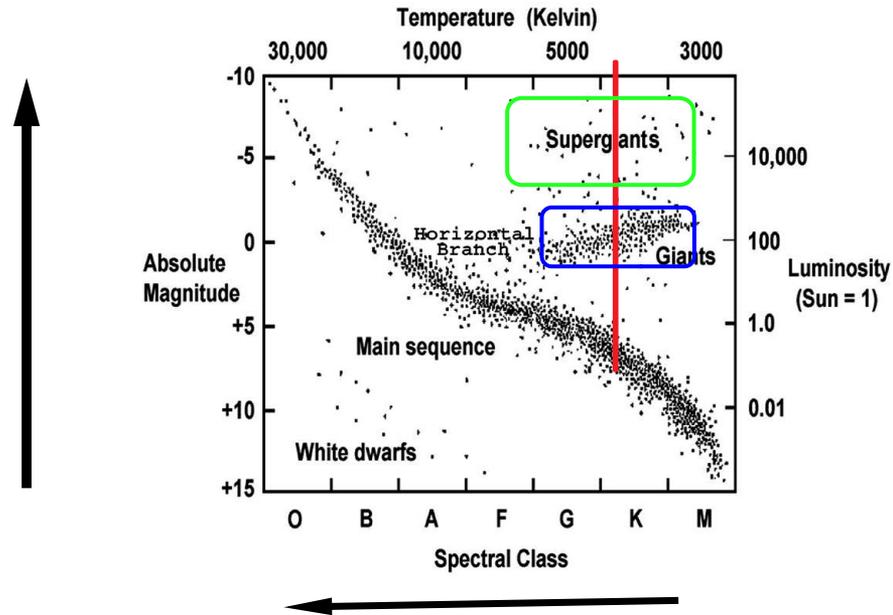


1- O maior grupo de estrelas (85%) encontra-se na **Sequência Principal (SP)**, cujas principais propriedades são:

$$10^{-2} < L_{\text{sol}} < 10^6$$
$$2500 < T_{\text{sup}} \text{ (K)} < 50.000$$
$$0,1 < R_{\text{sol}} < 10$$

Caracterizando os 4 grandes grupos de Estrelas

2- Gigantes e 3- Supergigantes



Algumas estrelas se posicionam **acima da SP** tendo **L** mais alta para a mesma T_{sup} das estrelas da SP.

Como a **T_{sup}** destas estrelas é a mesma das estrelas da SP, ou seja, a emissão de energia por m^2 de área é a mesma, para que **L** seja maior, a estrela deve ser maior....daí o nome de **Gigantes e Supergigantes**. Se caracterizam, respectivamente, por:

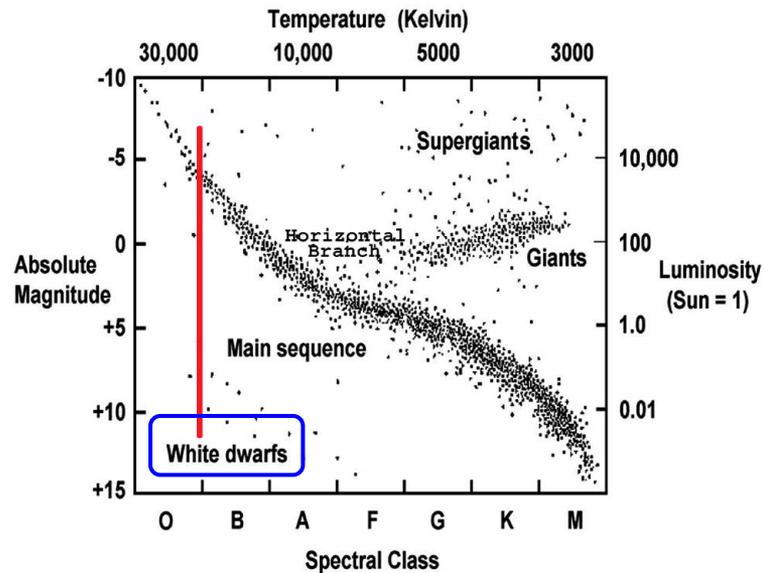
$$10^3 < L_{sol} < 10^5 ; T_{sup} (K) < 5000 ; 10 < R_{sol} < 100$$

$$10^5 < L_{sol} < 10^6 ; 3000 < T_{sup} (K) < 50000 ; R \approx 10^3 R_{sol}$$

Grande intervalo de temperatura efetiva e pequeno intervalo de luminosidade

Caracterizando os 4 grandes grupos de estrelas

4- Anãs Brancas



Algumas estrelas se posicionam **abaixo da SP** tendo **L** mais baixa para a mesma **T_{sup}** das estrelas da SP. Como são estrelas relativamente quentes elas são chamadas de **Anãs Brancas**.

Se caracterizam por:

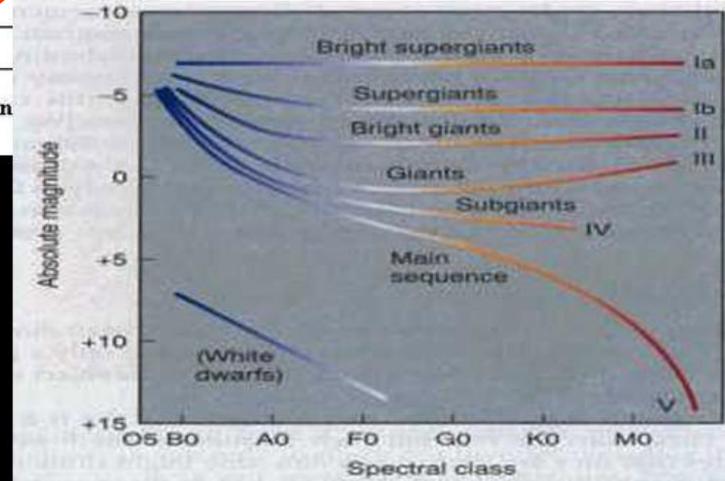
$$L \approx 0.014 L_{\text{sol}} ; T_{\text{sup}} (\text{K}) \approx 10.000 ; R \approx 0.04 R_{\text{sol}}$$

Estrelas também podem ser classificadas de acordo com a classe de luminosidade adicionalmente ao tipo espectral (ex: Sol - G2V)

Classe de Luminosidade de Yerkes.

CLASSE	ESTRELA
Ia	Supergigantes Superluminosas
Ib	Supergigantes
II	Gigantes Luminosas
III	Gigantes
IV	Subgigantes
V	Anãs

Tabela: Classificação de William W. Morgan, Philip C. Keen e Edith Kellman do Observatório de Yerkes;



➤ Classe de Luminosidade ⇔ largura das linhas;

Uma observação em relação a amplitude nos valores de luminosidade

As estrelas **mais luminosas** tem luminosidade maiores do que **1 milhão de Sóis**

A **faixa de luminosidades** entre as **mais fracas e mais luminosas** é aproximadamente **1 bilhão**.

Localização de algumas estrelas brilhantes conhecidas no Diagrama HR (D-HR)

As estrelas podem ser separadas no D- HR de acordo com sua categoria.

Exemplos:

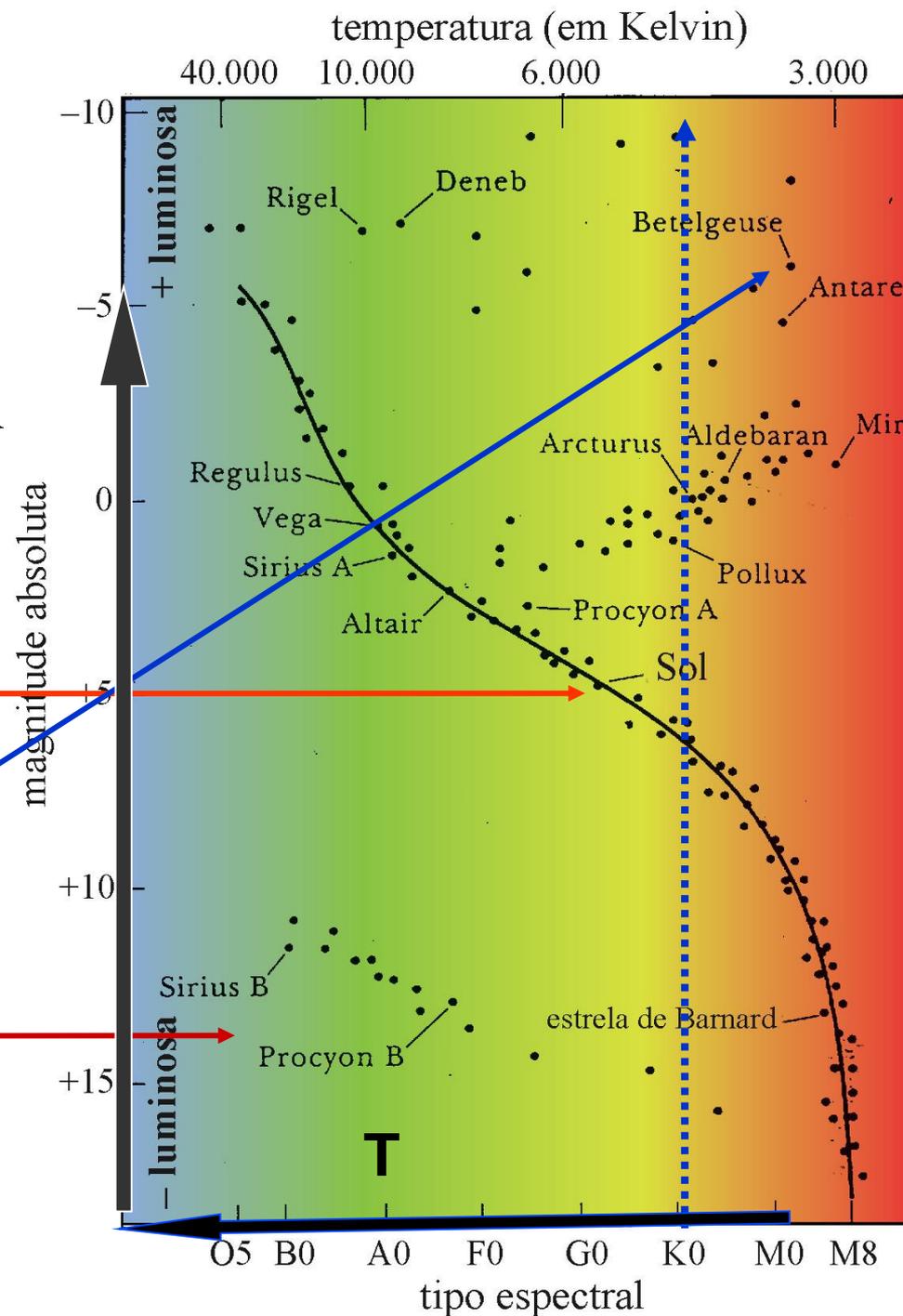
Sol é considerado uma estrela **Anã**.

Sol: G₂V

Betelgeuse é uma **Supergigante**.

Sirius B e **Procyon B**, são **Anãs Brancas**.

Muito quentes e muito menores que o Sol.

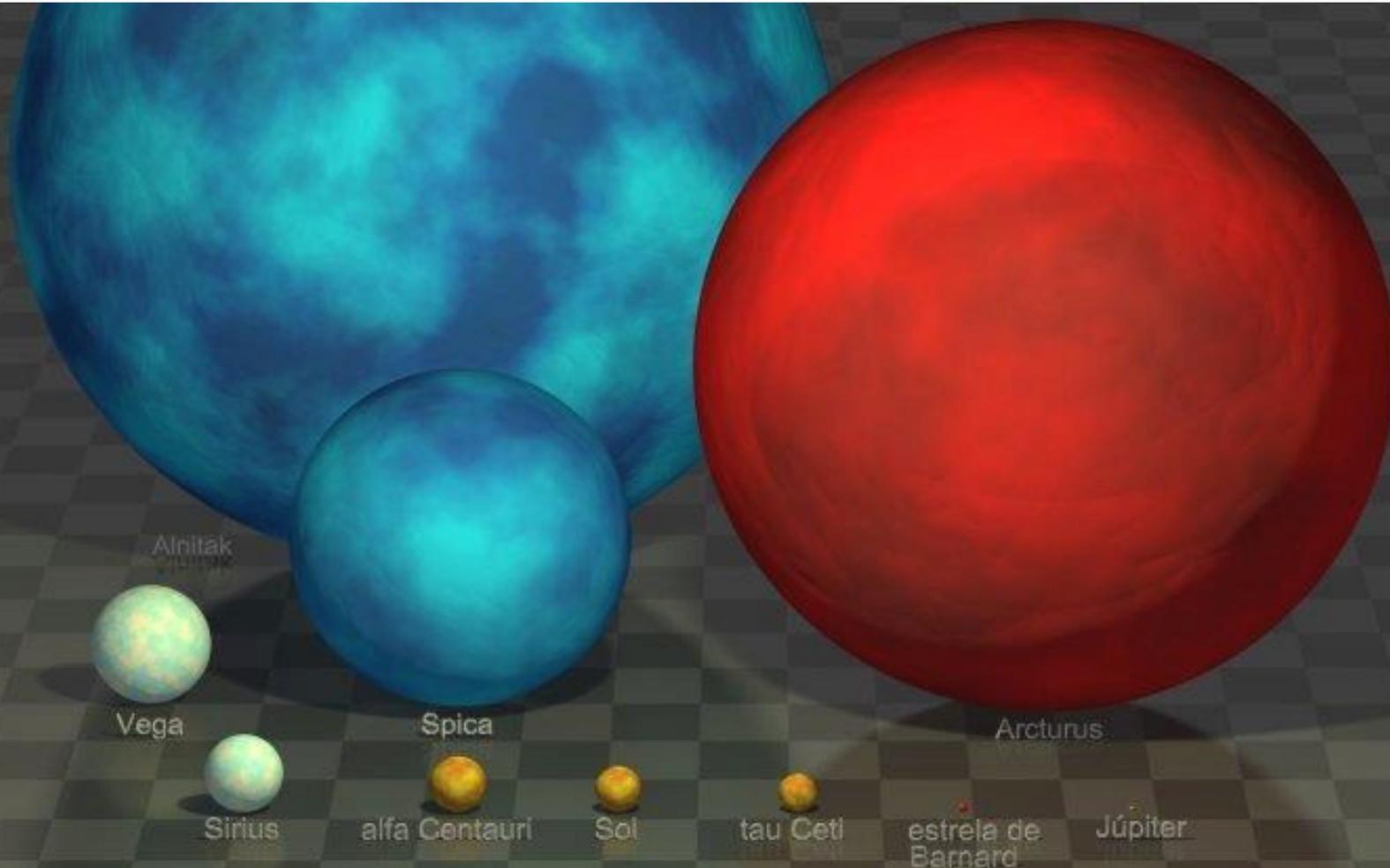


Lembrando que o tamanho das estrelas pode ser obtido pelas equações abaixo

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

ou

$$R_{\star} = \frac{1}{T_{\text{efetiva}}^2} \sqrt{\frac{L_{\star}}{4\pi\sigma}}$$



Comparação das dimensões das estrelas...

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

ou que

$$R_{\star} = \frac{1}{T_{\text{efetiva}}^2} \sqrt{\frac{L_{\star}}{4\pi\sigma}}$$

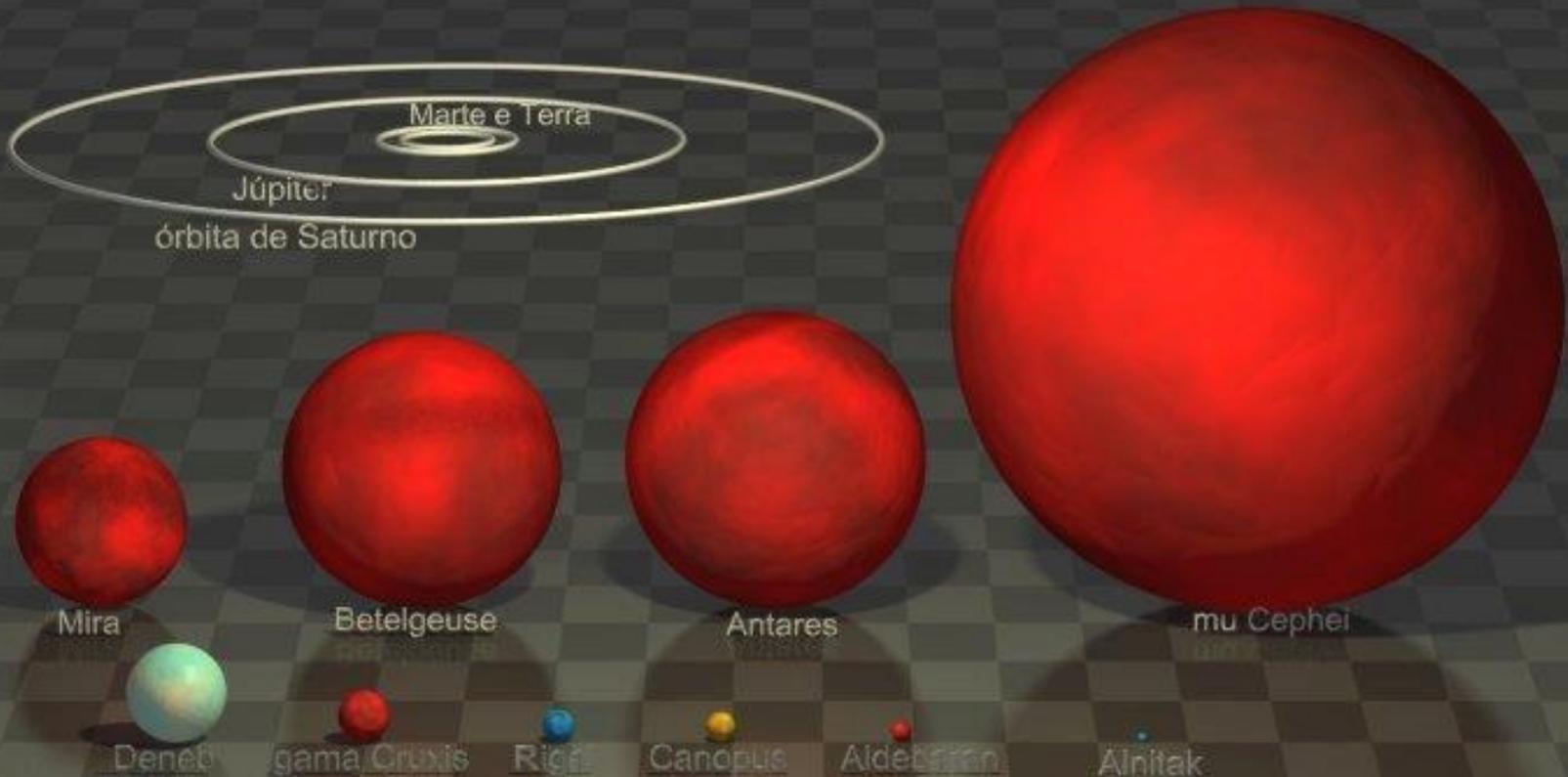


Diagrama H-R e Propriedades de algumas estrelas

Sírius A – Anã (SP):

Raio = 1.191.000 km (1,711 R_{\odot})

$T_s = 9940$ K

Tipo Espectral (TE) \rightarrow A15

20 vezes mais brilhante que o Sol

Arcturus – Gigante Vermelha:

Raio = 17.890.000 km (25,7 R_{\odot})

$T_s: 4.290$ K

Tipo Espectral \rightarrow K2III

Betelgeuse – Supergigante Vermelha:

Raio = 821.300.000 km (1.180 R_{\odot})

$T_s = 3.500$ K

TE \rightarrow M2Iab;

uma das maiores conhecidas e pode se tornar uma SN nos próximos 1000 anos

Sol - Anã:

Raio = 695.700 km

$T_s = 5.777$ K

TE \rightarrow G2V ; Anã

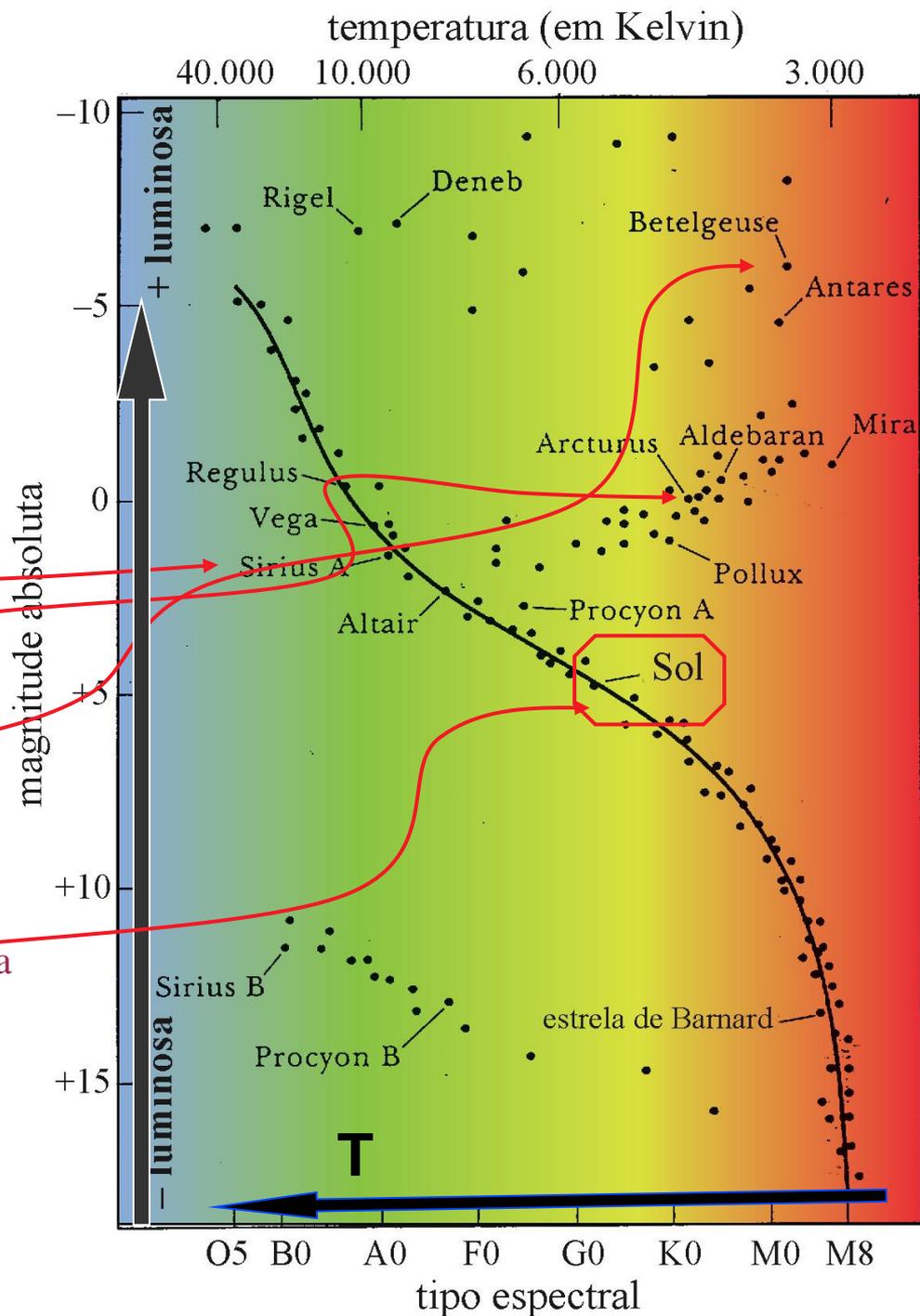
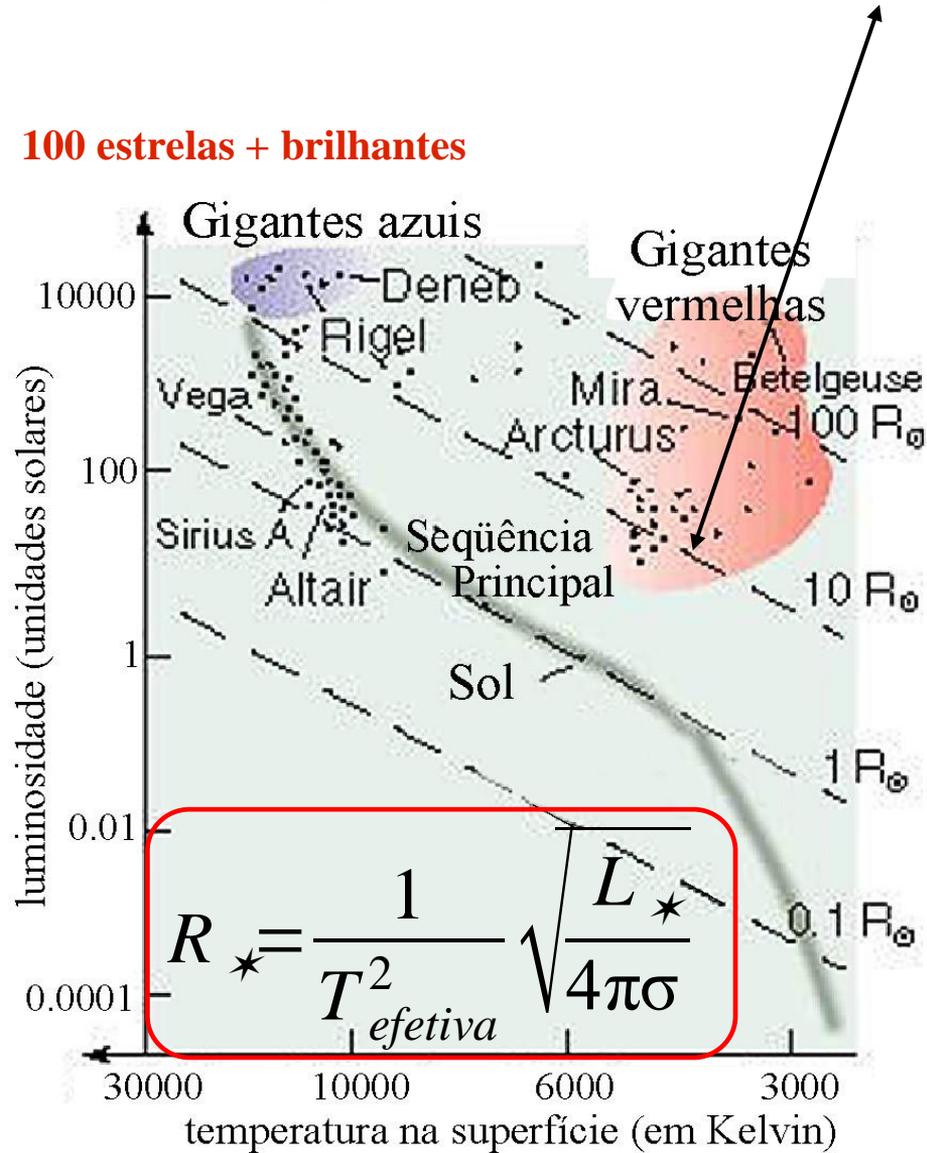
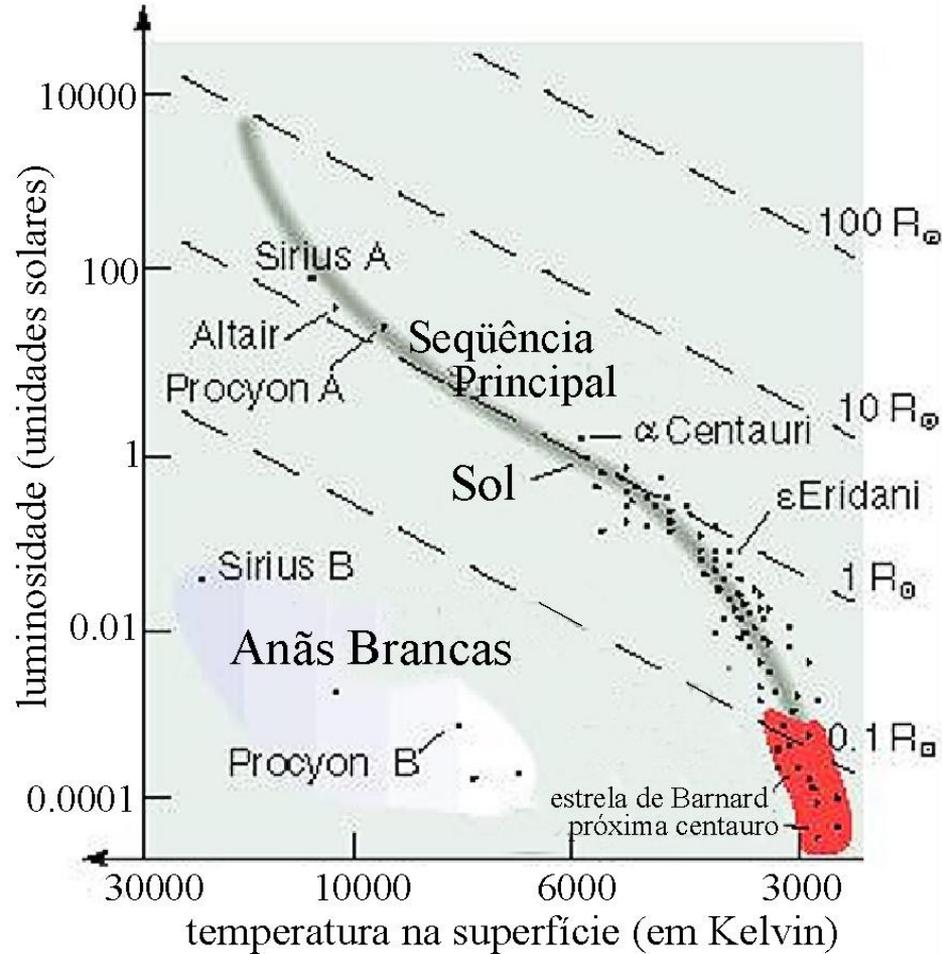


Diagrama H-R: linhas diagonais que posicionam os raios estelares

100 estrelas + brilhantes

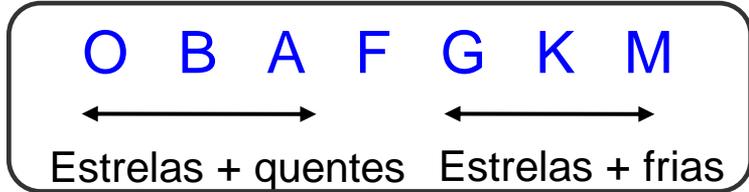


Estrelas até 5pc de distância.

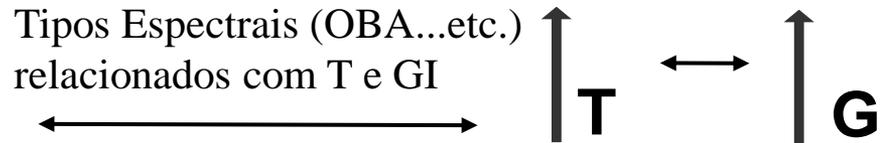
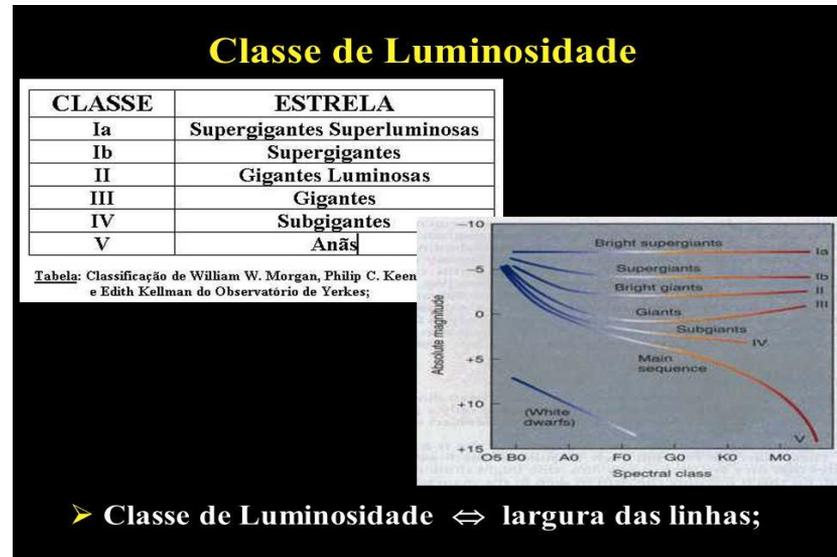
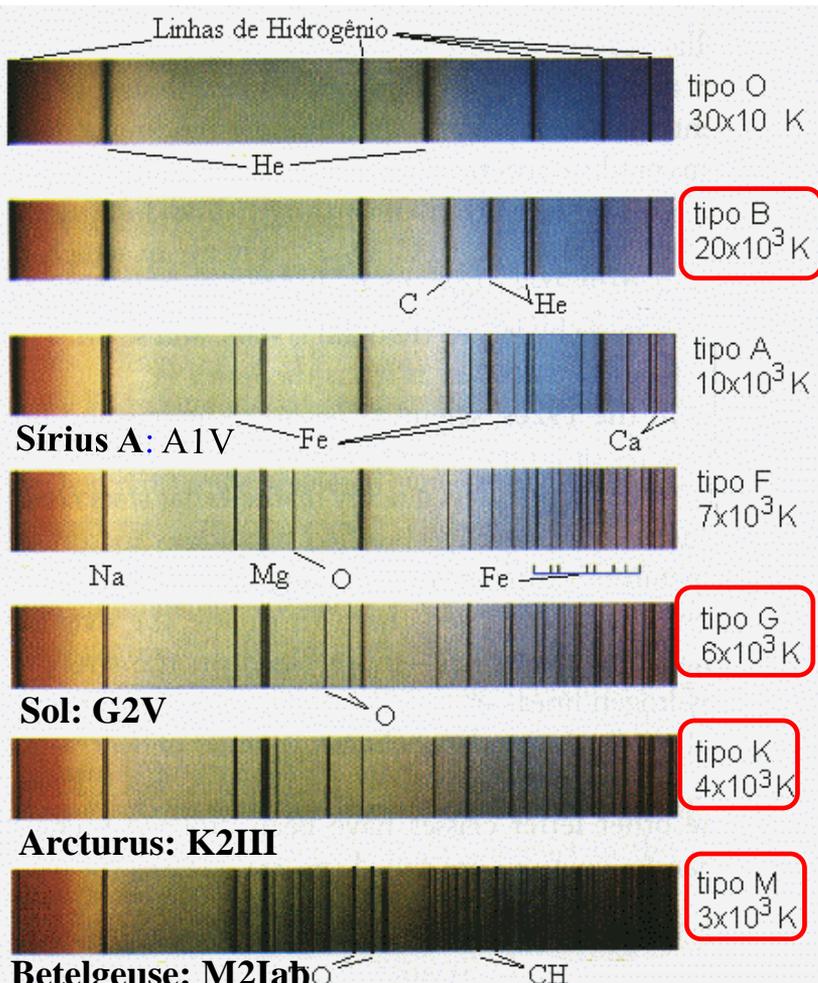


Em síntese

O Tipo Espectral se relaciona com a Temperatura(T) e o grau de Ionização (GI)



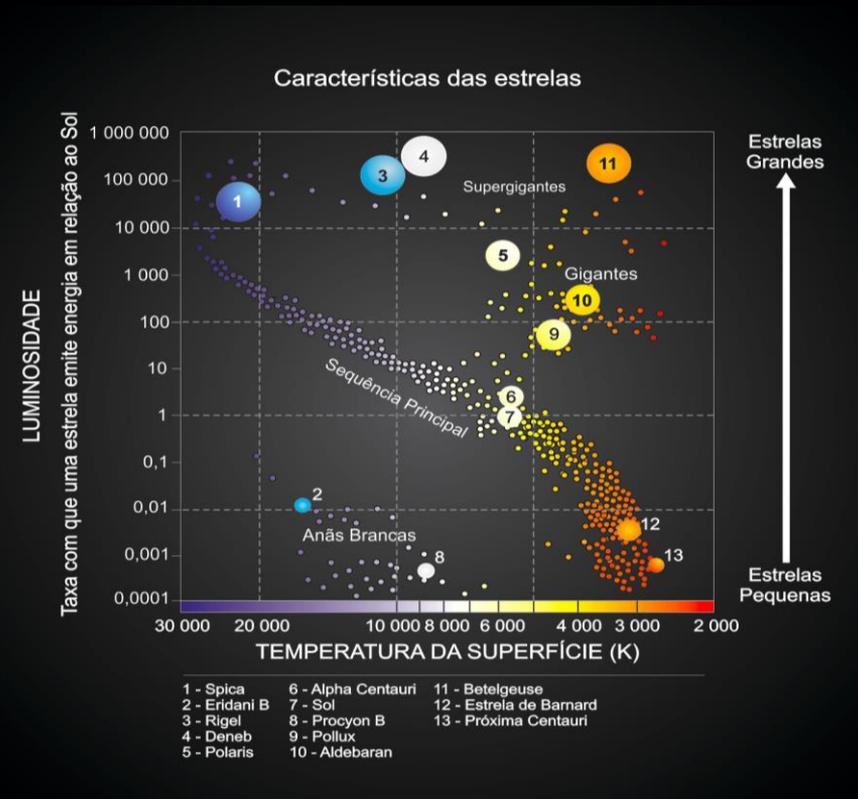
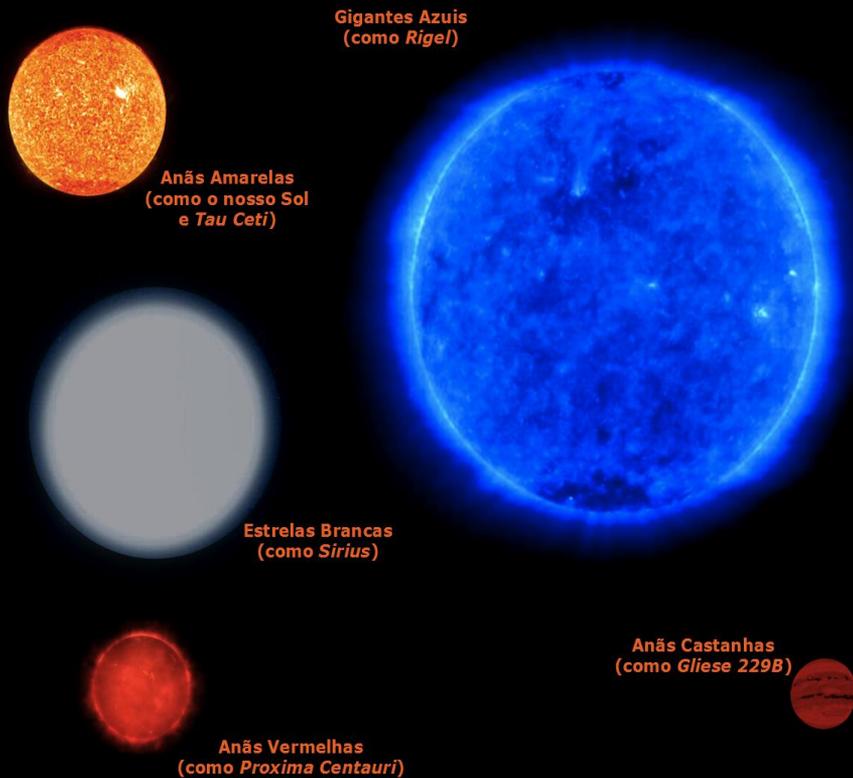
...Para lembrar: "Oh, Be A Fine Girl, Kiss Me"



Quanto maior a **temperatura**, mais ionizado o gás nas camadas mais externas

O grau de ionização **determina** que linhas espectrais são formadas

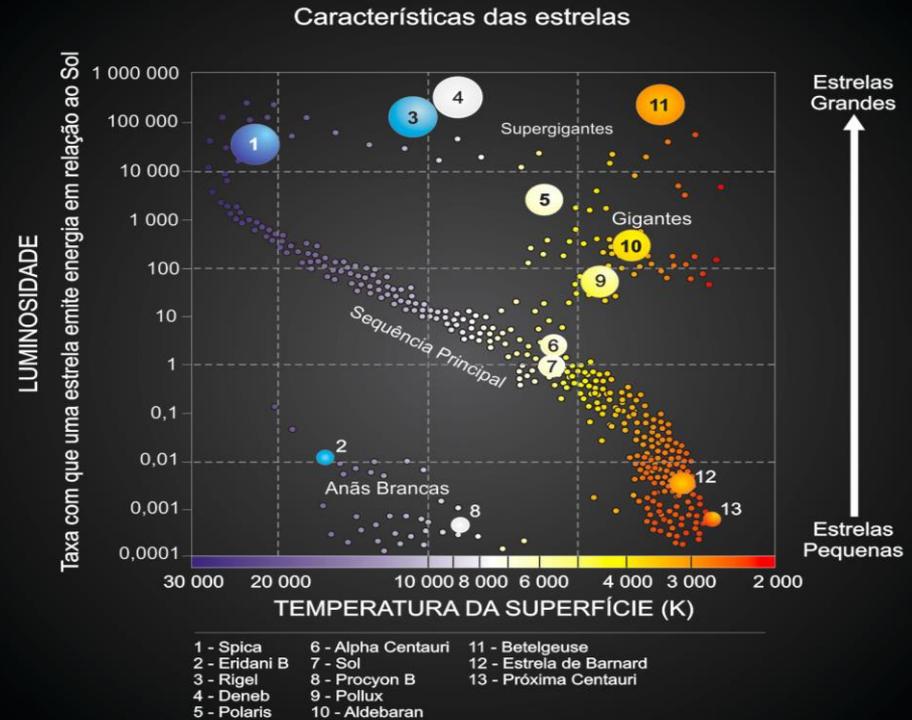
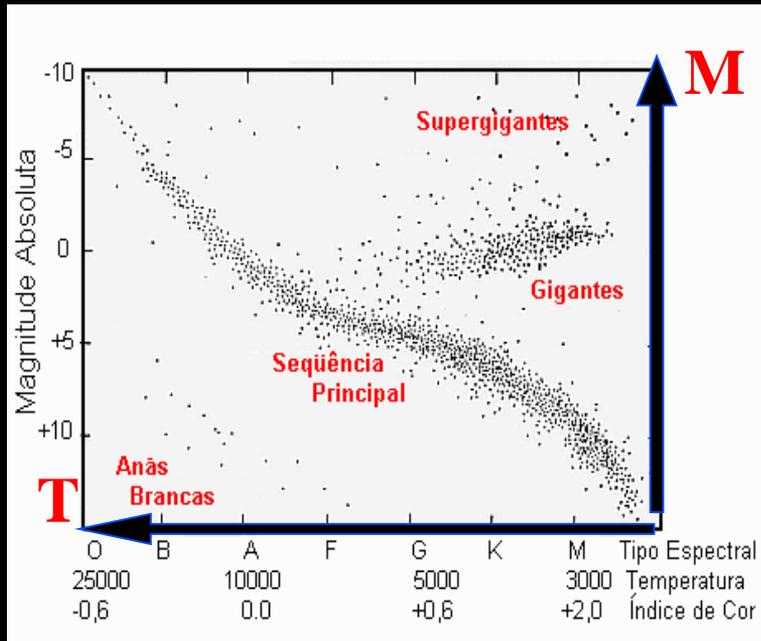
Medidas de observáveis como T, L, R, IC e tipo espectral,



Temperatura superficial, ou Tipo espectral ou índice de cor

Diagrama H-R

Identifica-se 4 grandes grupos de estrelas mais relevantes



Eixo X: Tipo espectral ou índice de cor

Conhecendo a **L** e **T** de uma estrela é possível posicioná-la em um gráfico que ficou conhecido como Diagrama HR (D-HR).

Cada ponto no D-HR corresponde a posição de uma estrela em qualquer fase de sua vida.

Mudanças destas quantidades com o tempo nos permite entender a **evolução das estrelas**.

Vimos nesta aula como obter a maior parte das propriedades estelares (**L, R, Teff, IC**), baseado em observações relativamente simples de serem feitas.

Resta porém obtermos a quantidade física mais importante, que determina todas as outras propriedades físicas como, **tempo de vida das estrelas**, e conseqüentemente sua evolução. Trata-se da **Massa (M)**

Massas estelares só podem ser medidas em **Sistemas Binários**, o único **caminho direto** para se medir a Massa, onde a 3a Lei de movimento de Kepler pode ser aplicada.

Iniciaremos a próxima aula mostrando que a maioria das estrelas encontra-se em sistemas múltiplos e que em torno de **50% destes sistemas múltiplos são, na verdade, sistemas binários.**

A **massa** juntamente com a **composição química** determinam todas as outras propriedades básicas da estrutura e evolução das estrelas, sintetizadas no Teorema de Russell-Vogt

Lembrete 1

Lembrando algumas propriedades de **Potência e Logarítmo**

...que usaremos durante todo o curso

Se: $10^x = y$ então: $x = \log y$

Logarítmo (x) de um número (y) é o expoente ao qual se deve elevar 10 para se obter o número (y) dado.

$$10^0 = 1 \text{ por definição}$$

$$10^1 = 10$$

$$10^2 = 10 \times 10 = 100$$

$$10^3 = 10 \times 10 \times 10 = 1000$$

$$0 = \log 1$$

$$1 = \log 10$$

$$2 = \log 100$$

$$3 = \log 1000$$

Propriedades

$$\log(a \cdot b) = \log a + \log b$$

$$\log\left(\frac{a}{b}\right) = \log a - \log b$$

$$\log a^n = n \cdot \log a$$

Lembrete 2

Luminosidade ou Potência ($W = \text{ergs} \times \text{s}^{-1}$)

Grandeza intrínseca da fonte, e fornece a energia emitida em todas as direções por unidade de tempo = potência emitida em unidades de Watts.

É uma grandeza que não depende da distância

Brilho ou Fluxo – ($W / \text{cm}^2 = \text{ergs} \times \text{s}^{-1} \times \text{cm}^{-2}$)

Grandeza observada e medida nos detetores de telescópios. Fornece a energia por unidade de tempo e por unidade de superfície.

É uma grandeza que depende da distância.

É expresso por um número denominado magnitude aparente, que por definição é uma quantidade que serve para caracterizar o brilho aparente de um astro.

Este número diminui a medida que o brilho aumenta.