

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...

Luminosidade ou Potência -  $L = 4\pi\sigma R^2 T^4$  (T-temp. efetiva)(W = ergs x s<sup>-1</sup>)

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

Brilho ou Fluxo -  $F = \frac{L}{4\pi d^2}$  (W/cm<sup>2</sup> = ergs x s<sup>-1</sup> x cm<sup>-2</sup>)

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....**

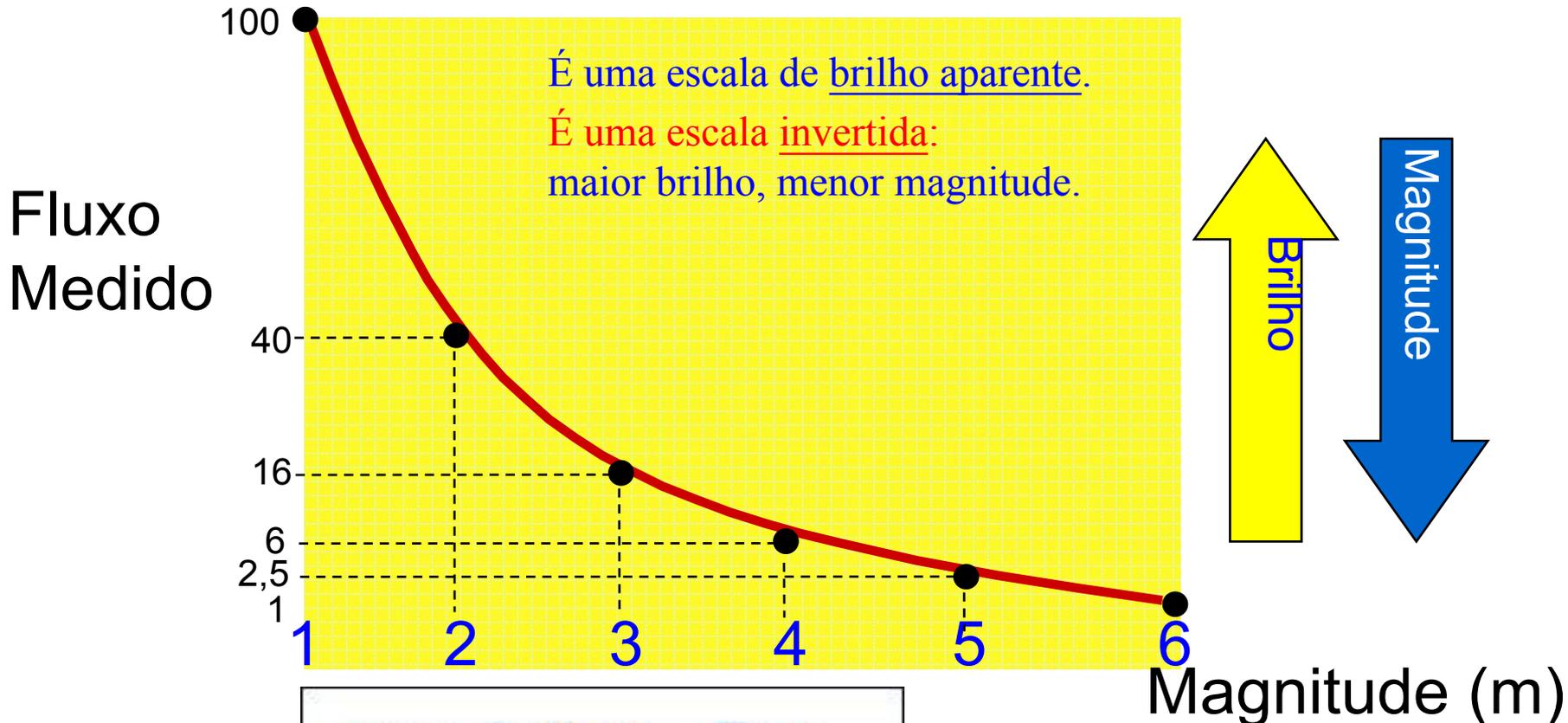
O brilho ou fluxo (F) é uma grandeza que **depende da distância.....**  $F = \frac{L}{4\pi d^2}$

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 -  $\lambda$  ” 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 ( $\lambda$ ) que chega em um detetor, por unidade de área ( $1\text{cm}^2$ ) e de tempo (1s).

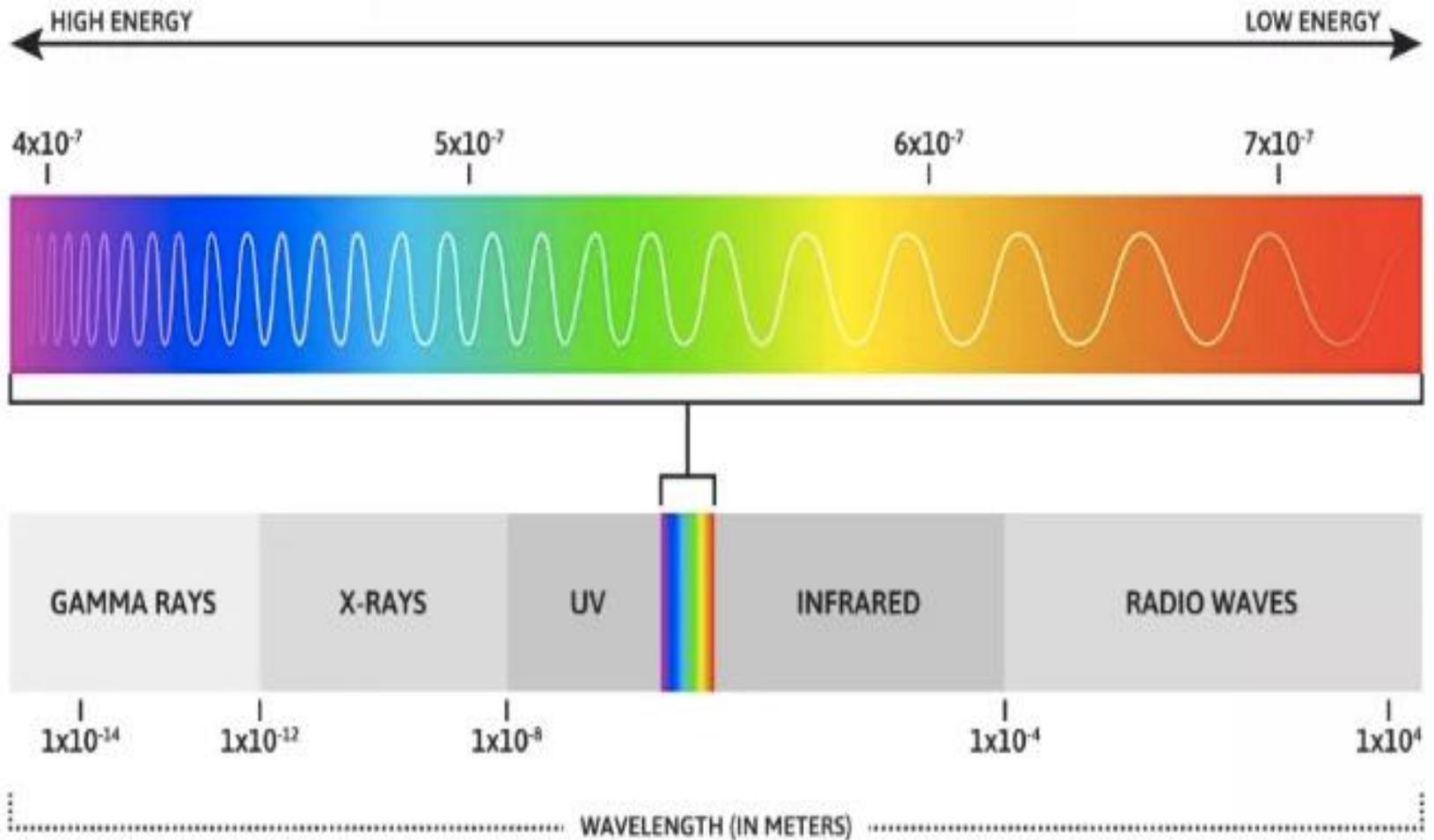
Em uma única observação não é possível obter a energia total irradiada em toda a faixa do espectro eletromagnético de uma estrela (ou fonte).

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

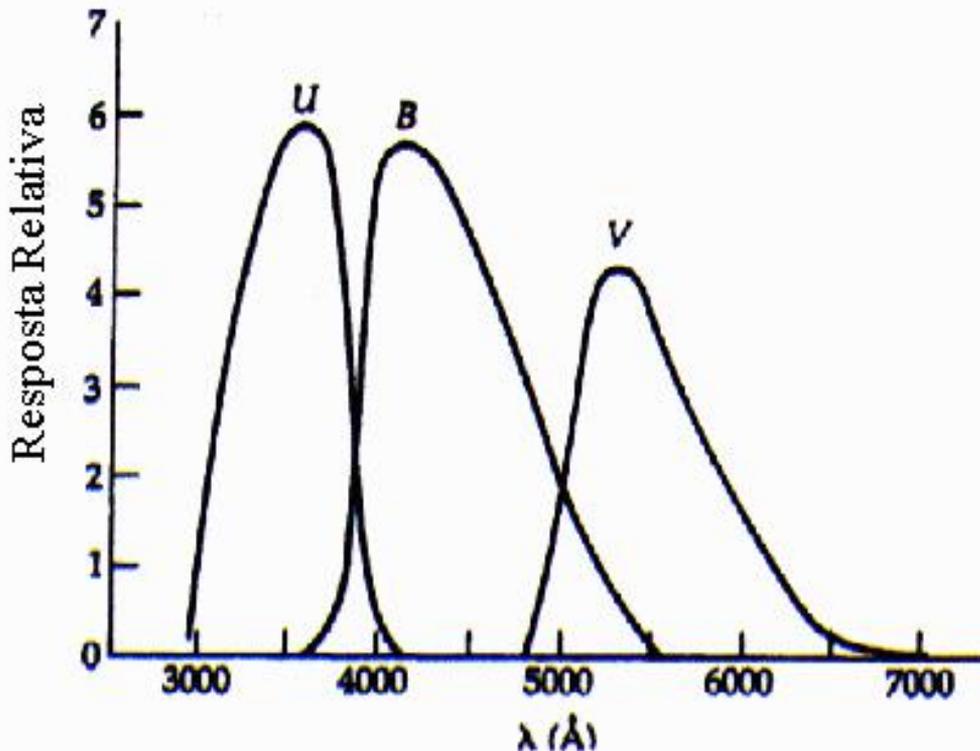


## Bandas Fotométricas

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



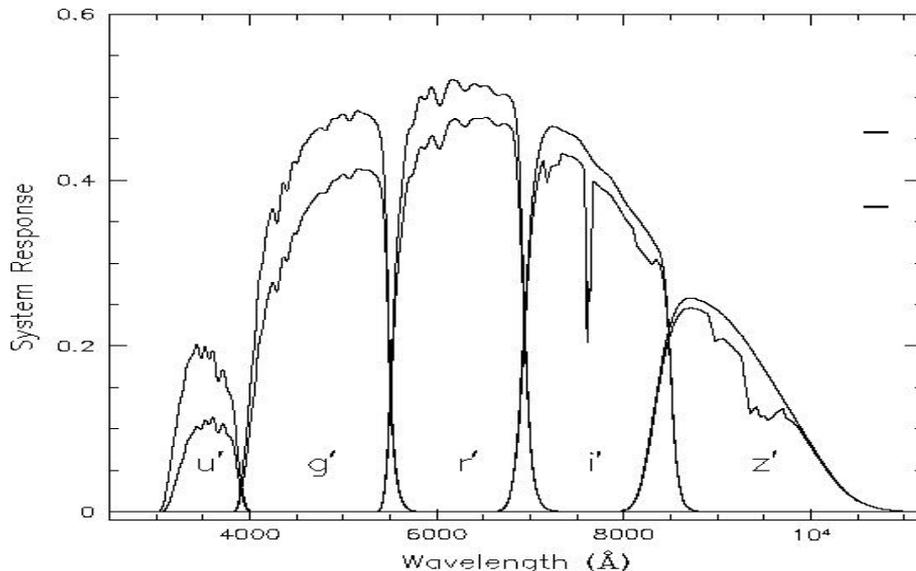
- **U** (=  $m_u$ ) , **B** (=  $m_B$ ) e **V** (=  $m_V$ ) representam as magnitudes aparentes ( $m_U$ ,  $m_B$ ,  $m_V$ ) nas bandas do ultravioleta, azul e visível, respectivamente.

- 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...



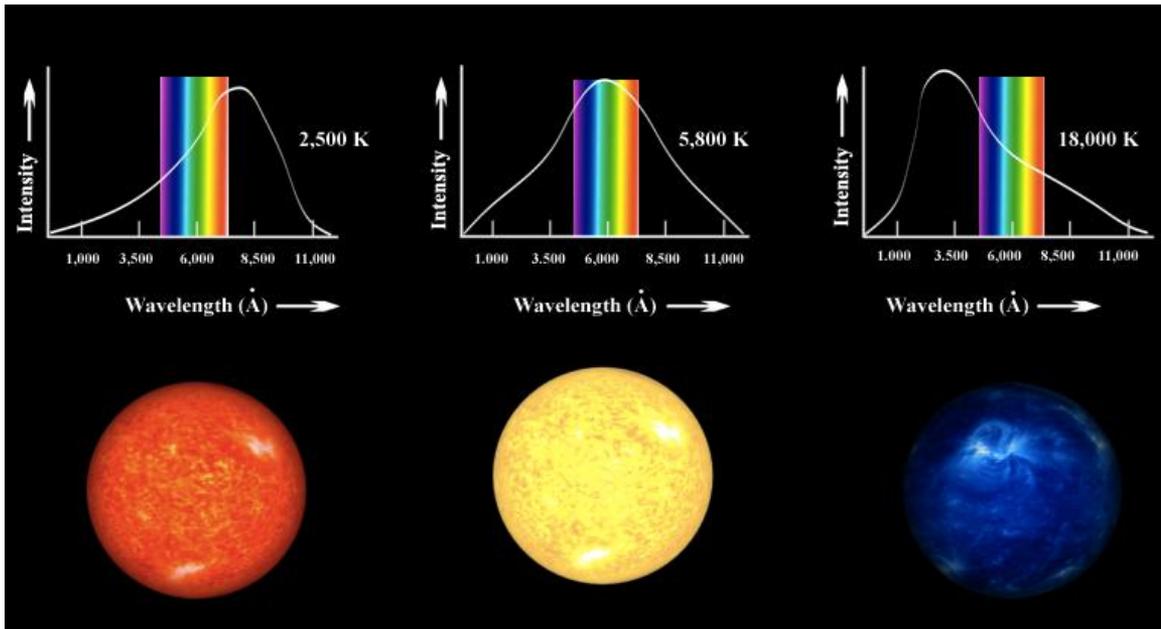
→ **Por convenção, fazemos:**

**banda mais azul – banda mais vermelha**

Existem outros sistemas (filtros), ex:

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

# Cor e Temperatura

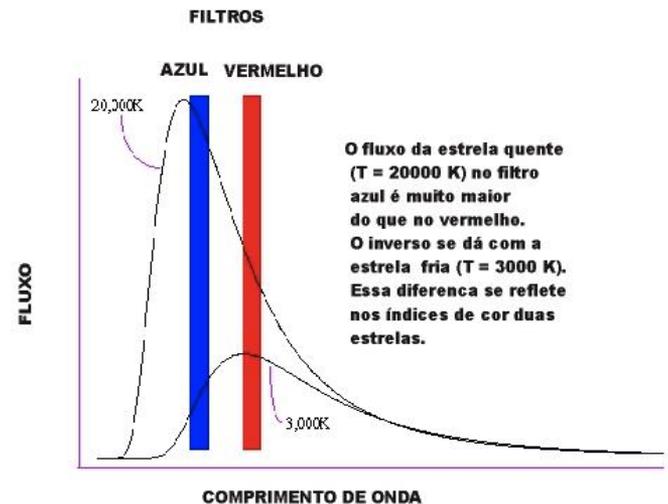


Conforme **aumenta a temperatura** de um corpo negro, o **pico** de seu espectro contínuo move-se para um **menor comprimento de onda** (mais azul).

**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.**

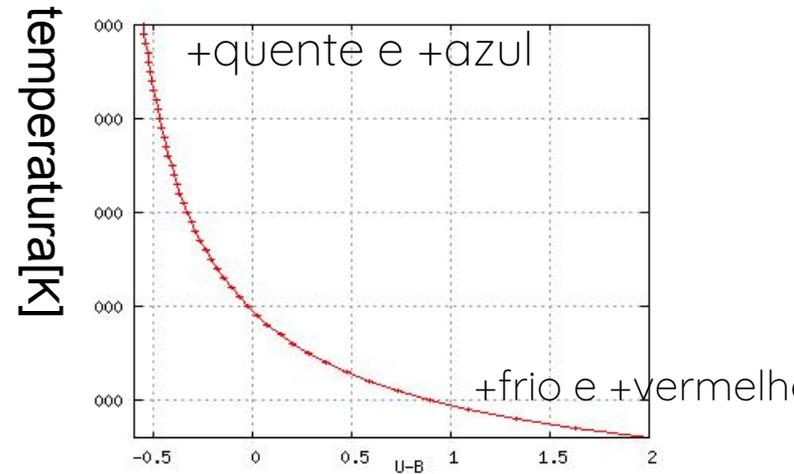
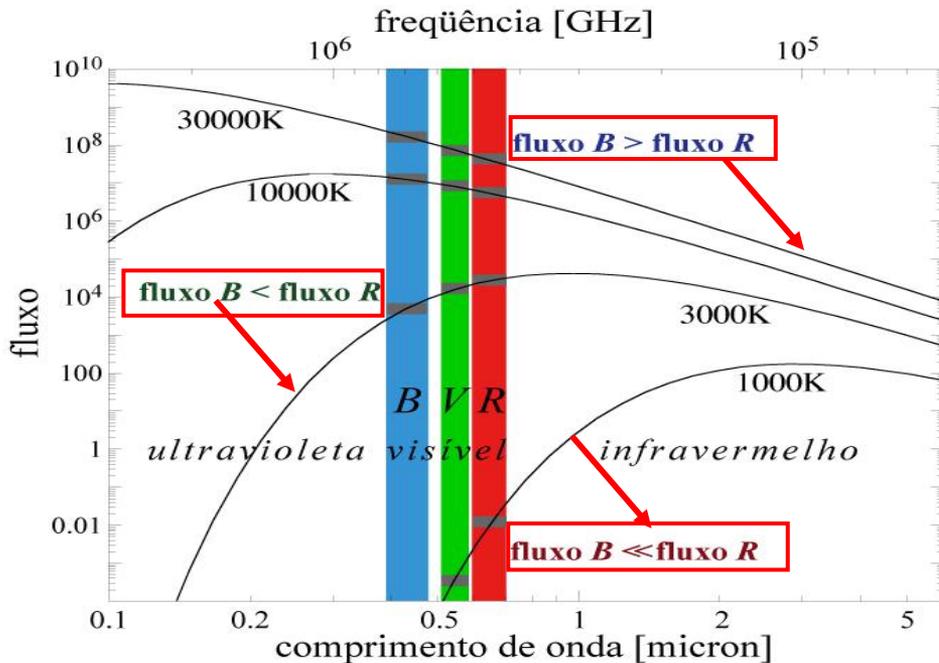


# Índice de Cor

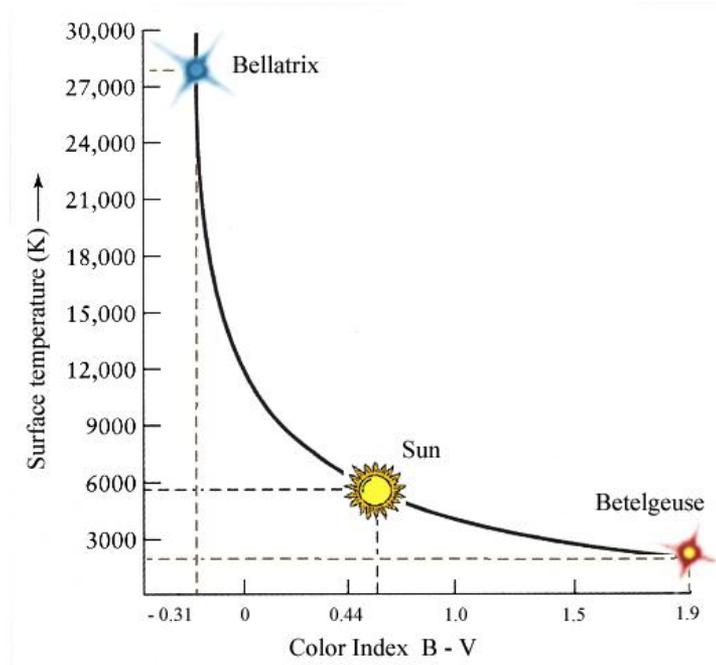
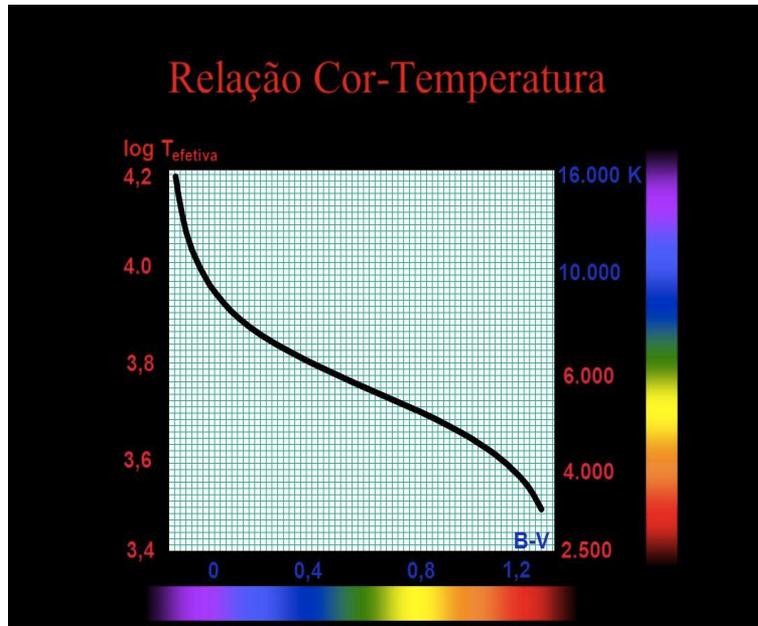
Expresso em termos matemáticos da seguinte forma:

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

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



Conhecendo-se o IC obtem-se  $\rightarrow$  Teff ( $T_e$ )



• Índice de cor:  $(B-V) = \text{mag}_B - \text{mag}_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$

$\rightarrow$  mede-se o **índice de cor** e obtemos a temperatura efetiva – **Teff**

$$L = 4\pi\sigma R^2 T^4$$

$\rightarrow$  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.**

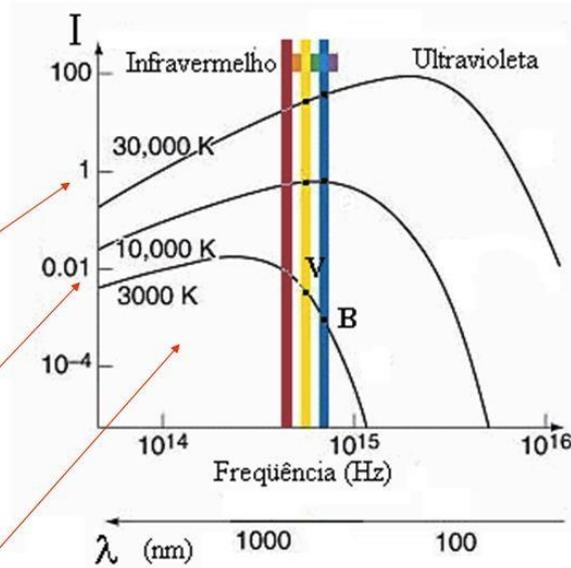
Considere três estrelas  $a, b, c$ :

$$T_a > T_b > T_c$$

(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**



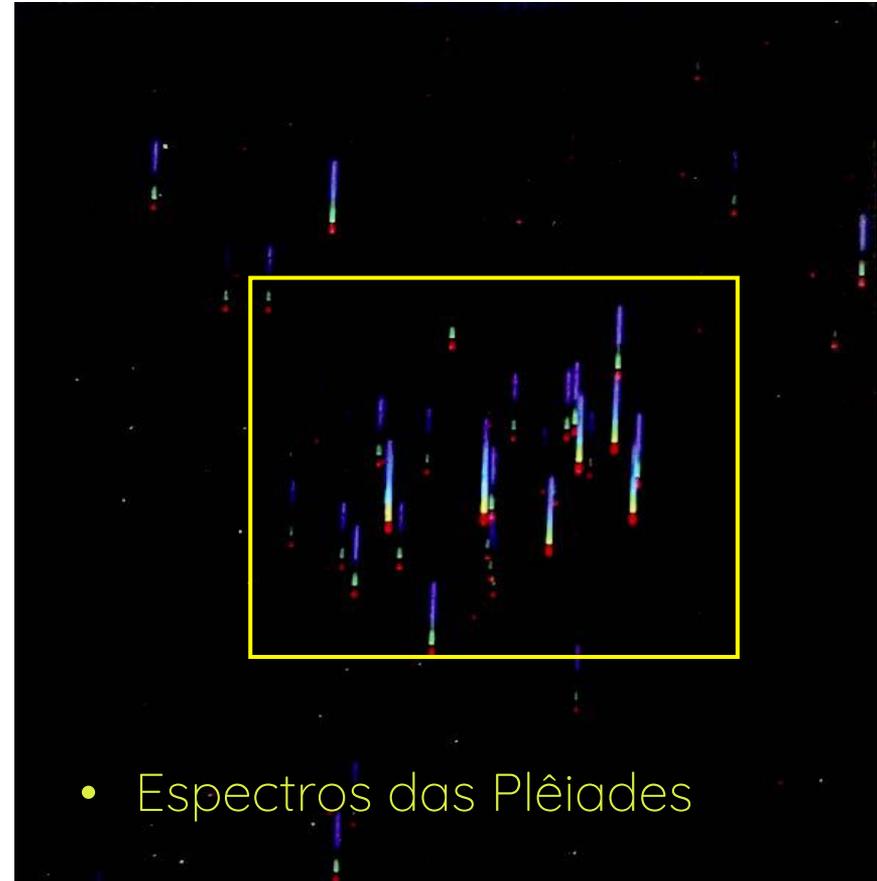
# Cores das Estrelas

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

## Plêiades



imagem “clássica”.



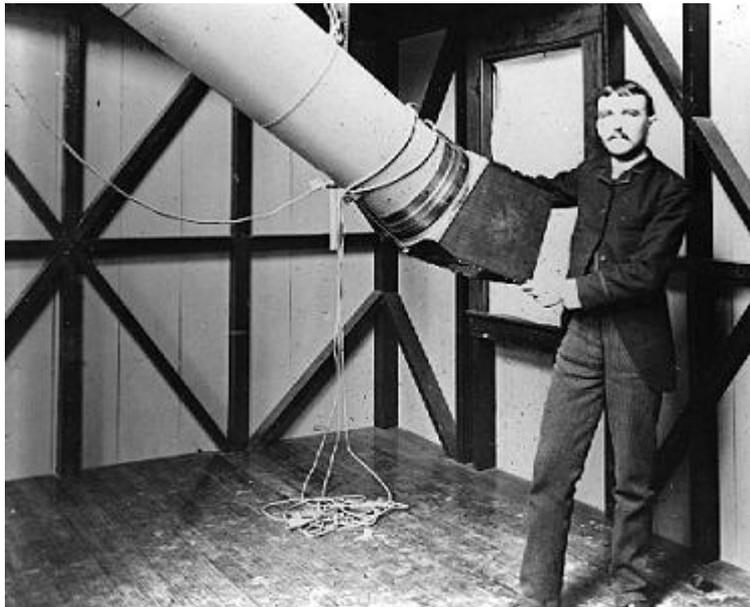
- Espectros das Plêiades

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.



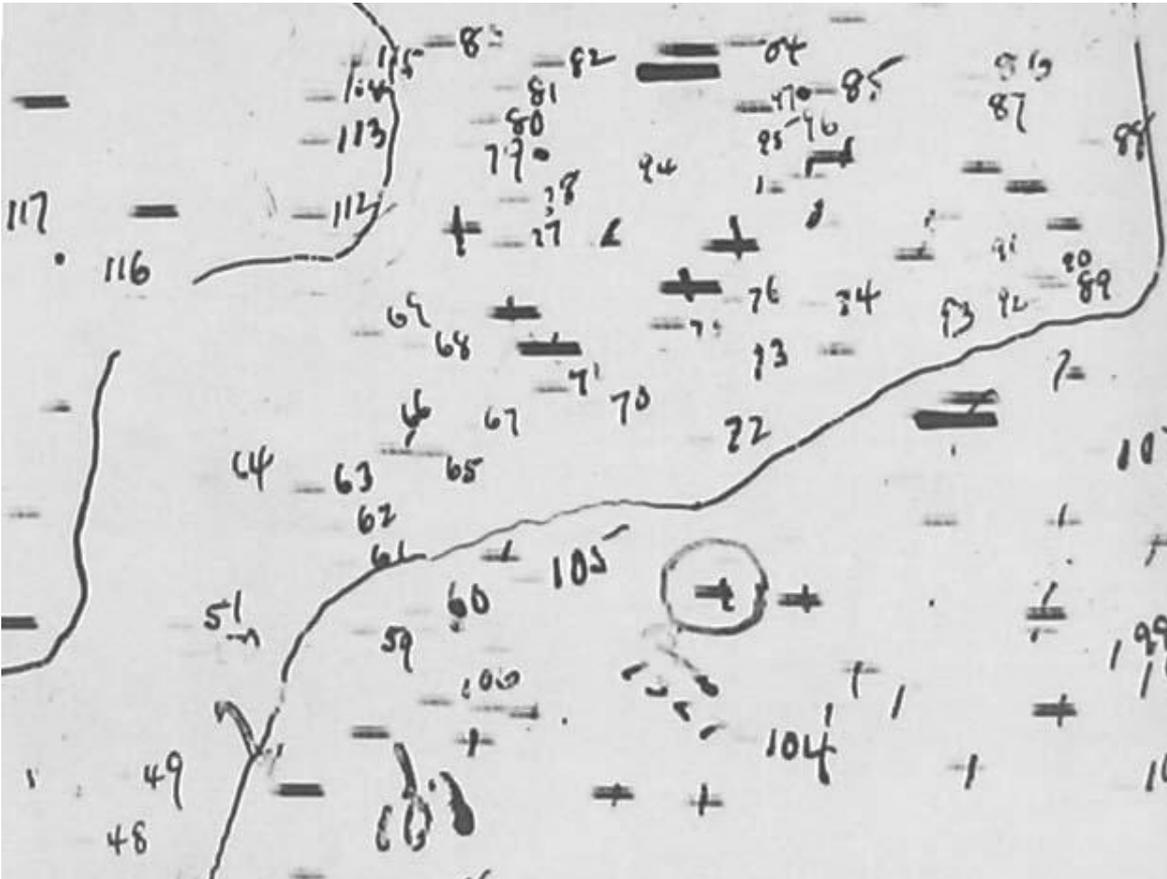
Como a primeira seqüência foi desenvolvida no Observatório de Harvard em 1910, por Annie J. Cannon e seus colaboradores, essa seqüência recebe o nome de **Classificação de Harvard**.

Annie Jump Cannon  
(1863 – 1941)

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

## Coors das Estrelas

Annie J. Cannon, responsável pela classificação espectral.  
Classificou 225 mil estrelas até mag. 9 entre 1918 e 1924.

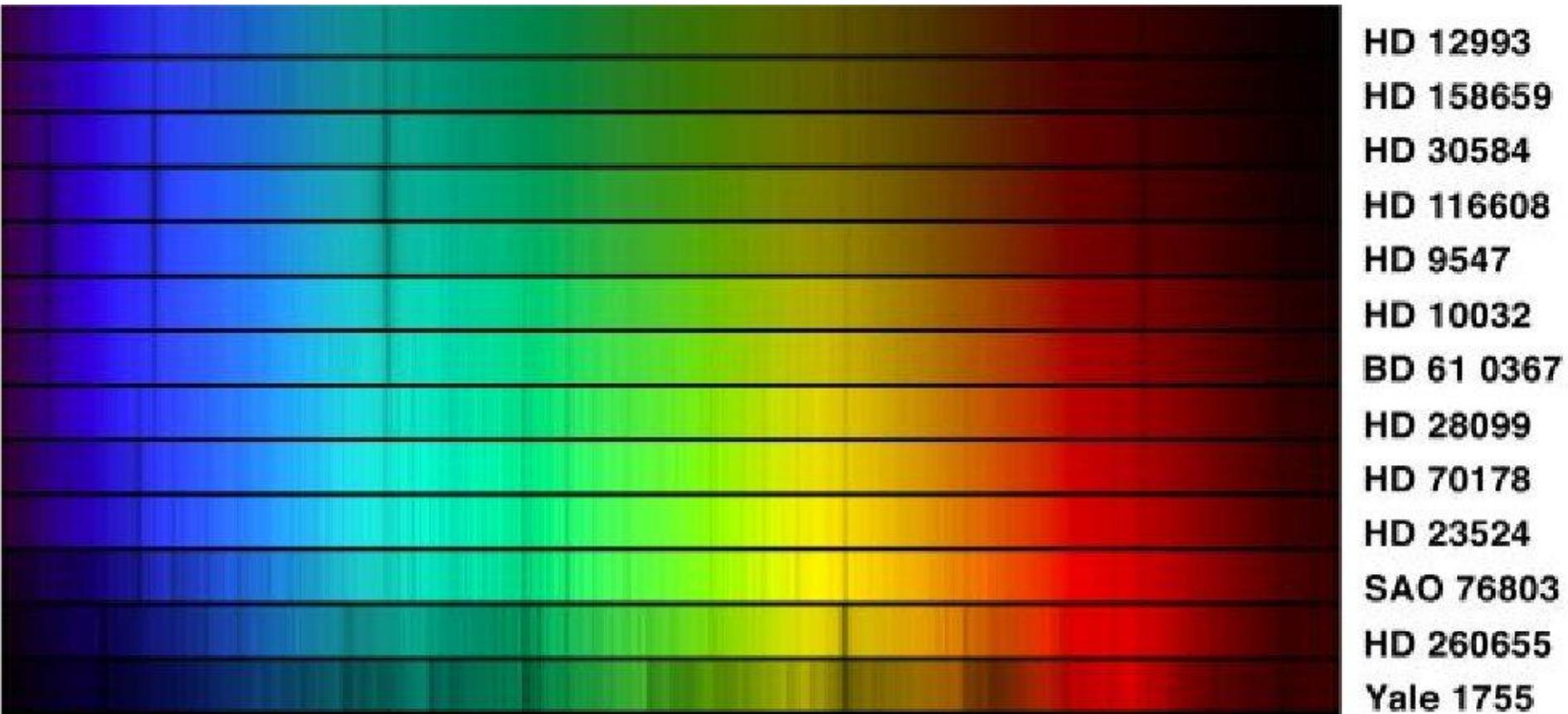


placa fotográfica de um espectroscópio de prisma objetivo (espectroscopia sem fenda).

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

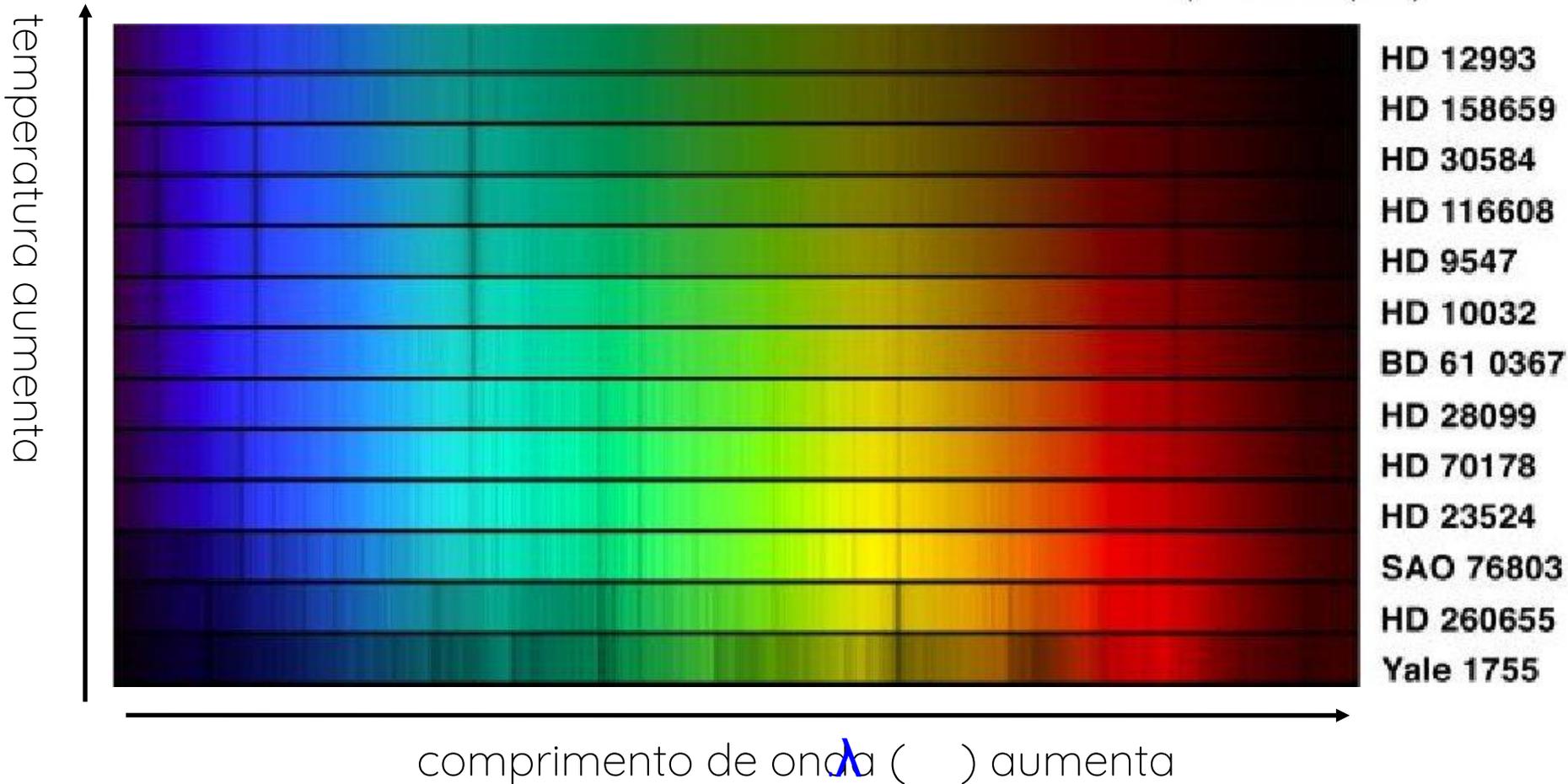
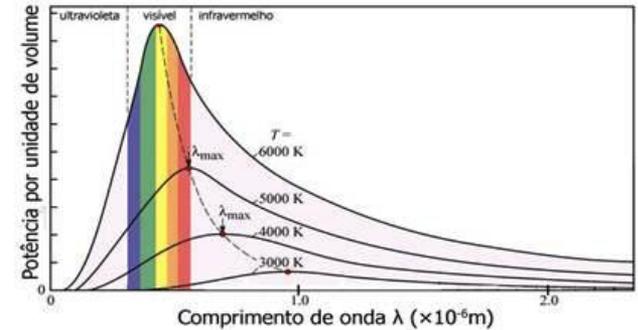
# Cores das Estrelas

Espectro de várias estrelas



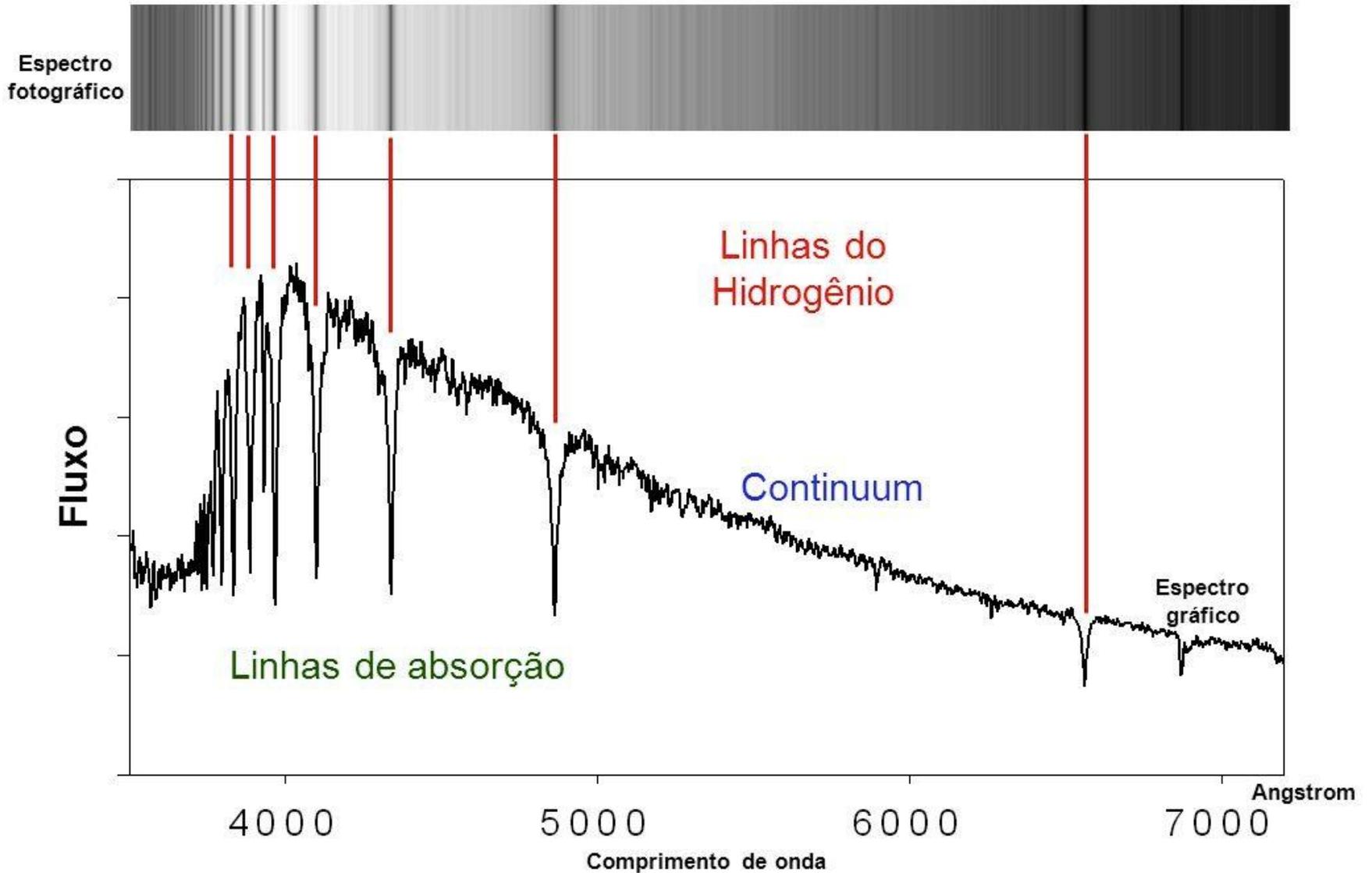
# Cores das Estrelas

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



comprimento de onda  $\lambda$  ( ) aumenta

# Espectro de Uma Estrela

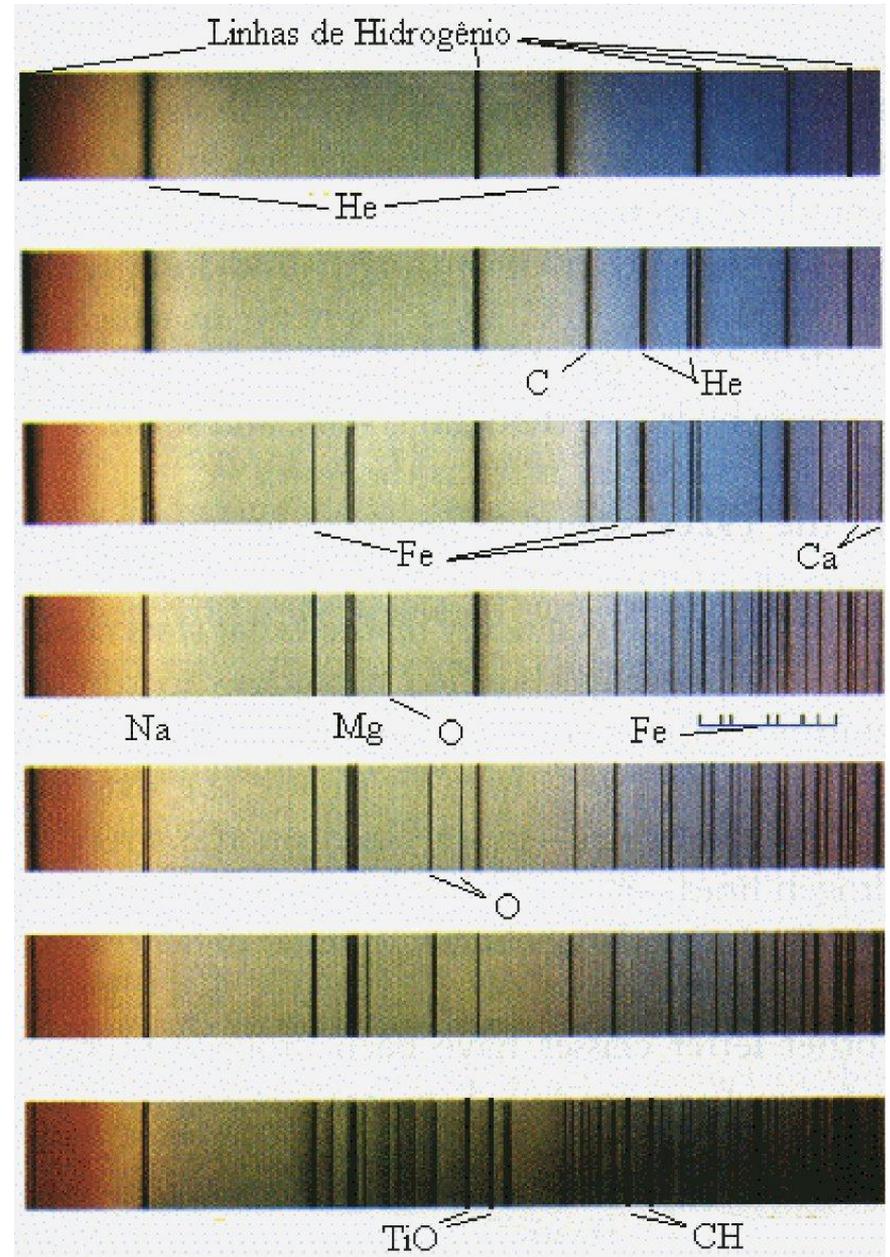
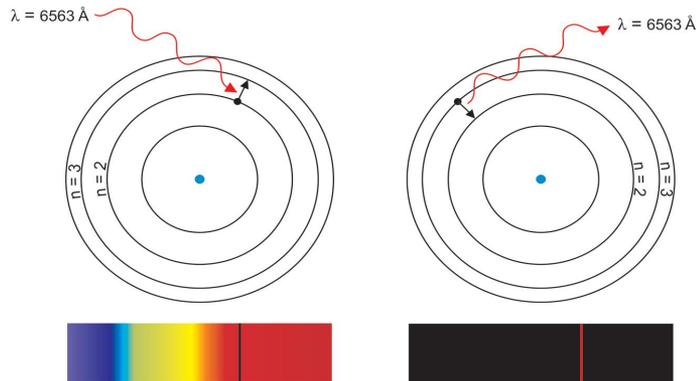


# Classificação Espectral Inicial

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

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).



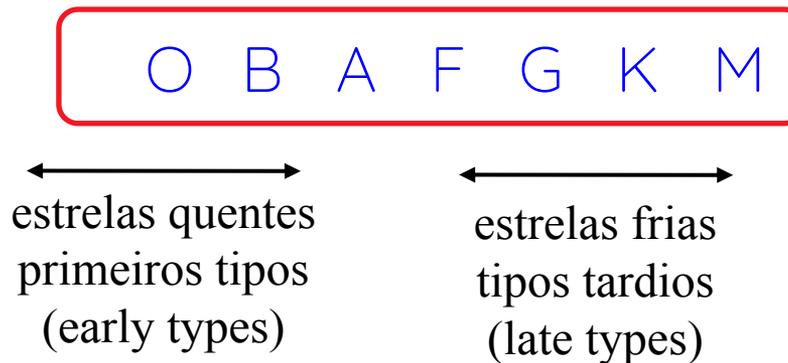
# Classificação Espectral Refeita

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:

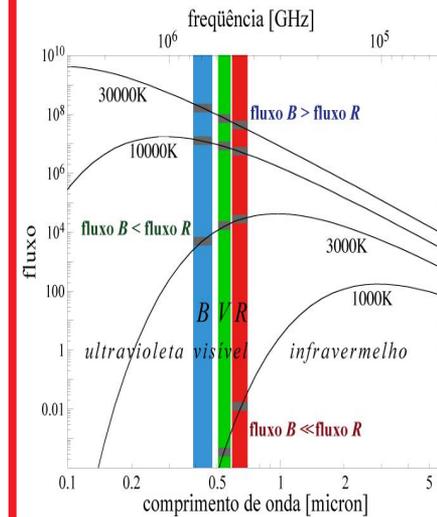
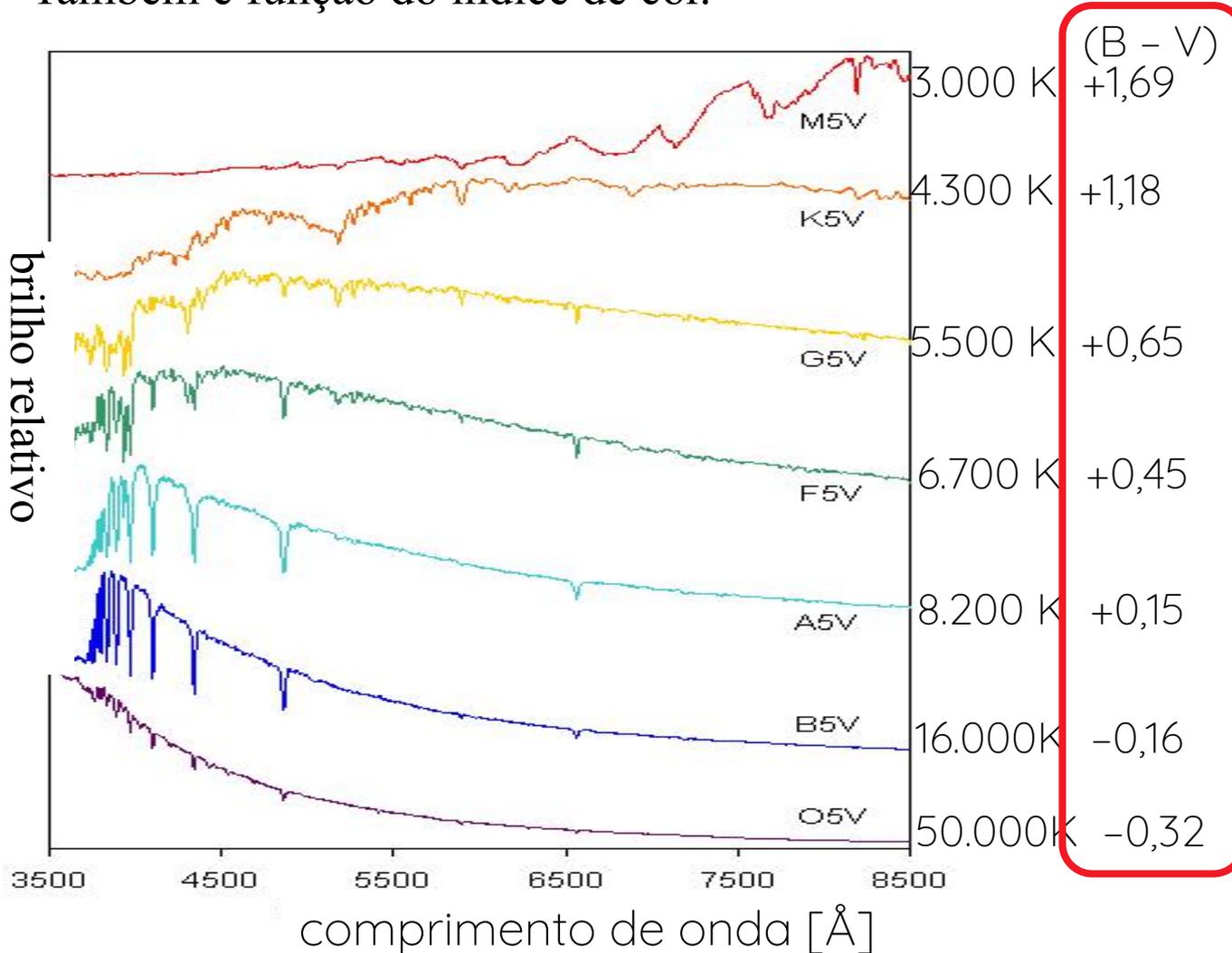


**...Para lembrar: “Oh, Be A Fine Girl, Kiss Me”**

# Classificação Espectral

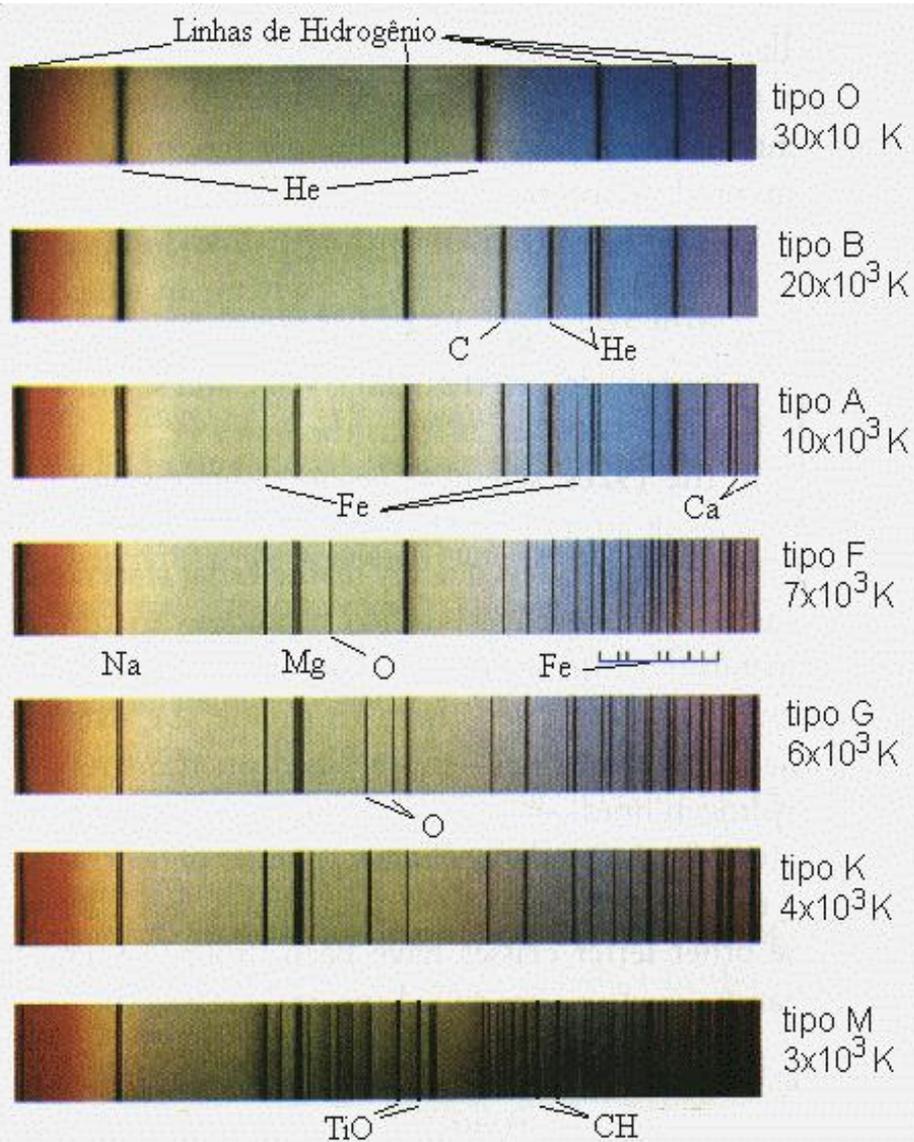
A classificação é função da temperatura superficial da estrela.

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

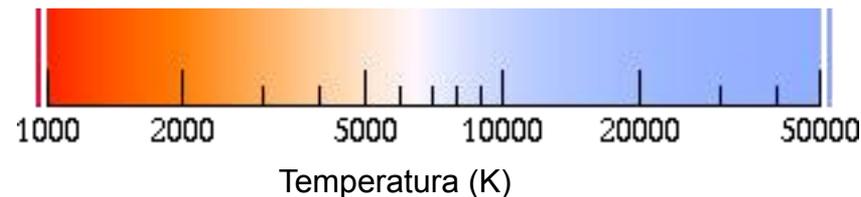
$$F_B < F_V \Rightarrow B > V$$
$$(B-V) > 0$$

Estrela fria, avermelhada, tem índice de cor positivo

# Classificação Espectral

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

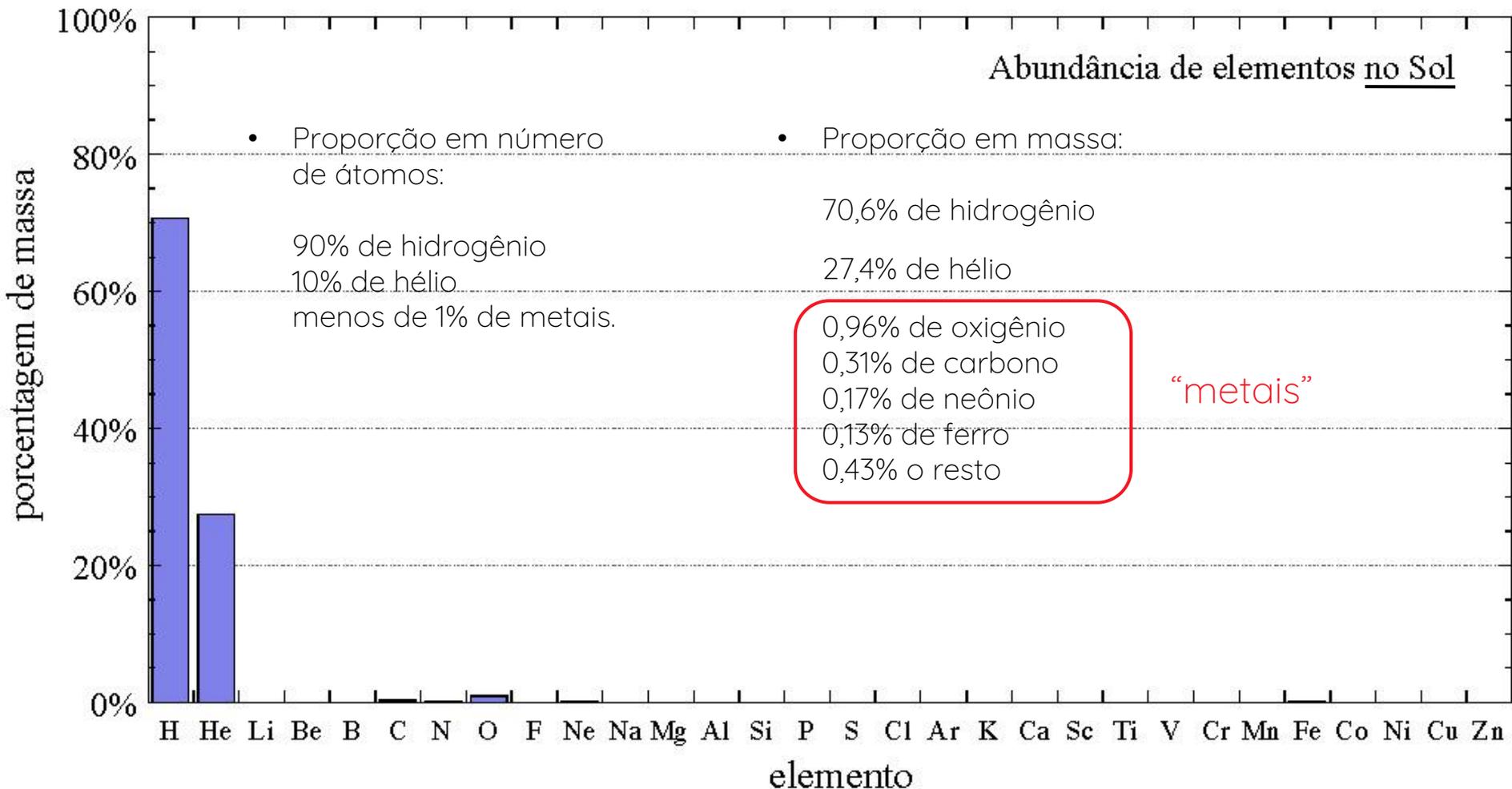
Tipo	Cor simbólica	T(K)	Linhas proeminentes de absorção
O	Azul	30000	He ionizado (fortes), elementos pesados ionizados (OIII, NIII, SiIV), fracas linhas de H
B	Azulada	20000	He neutro (moderadas), elementos pesados 1 vez ionizados
A	Branca	10000	He neutro (muito fracas), ionizados, H (fortes)
F	Amarelada	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

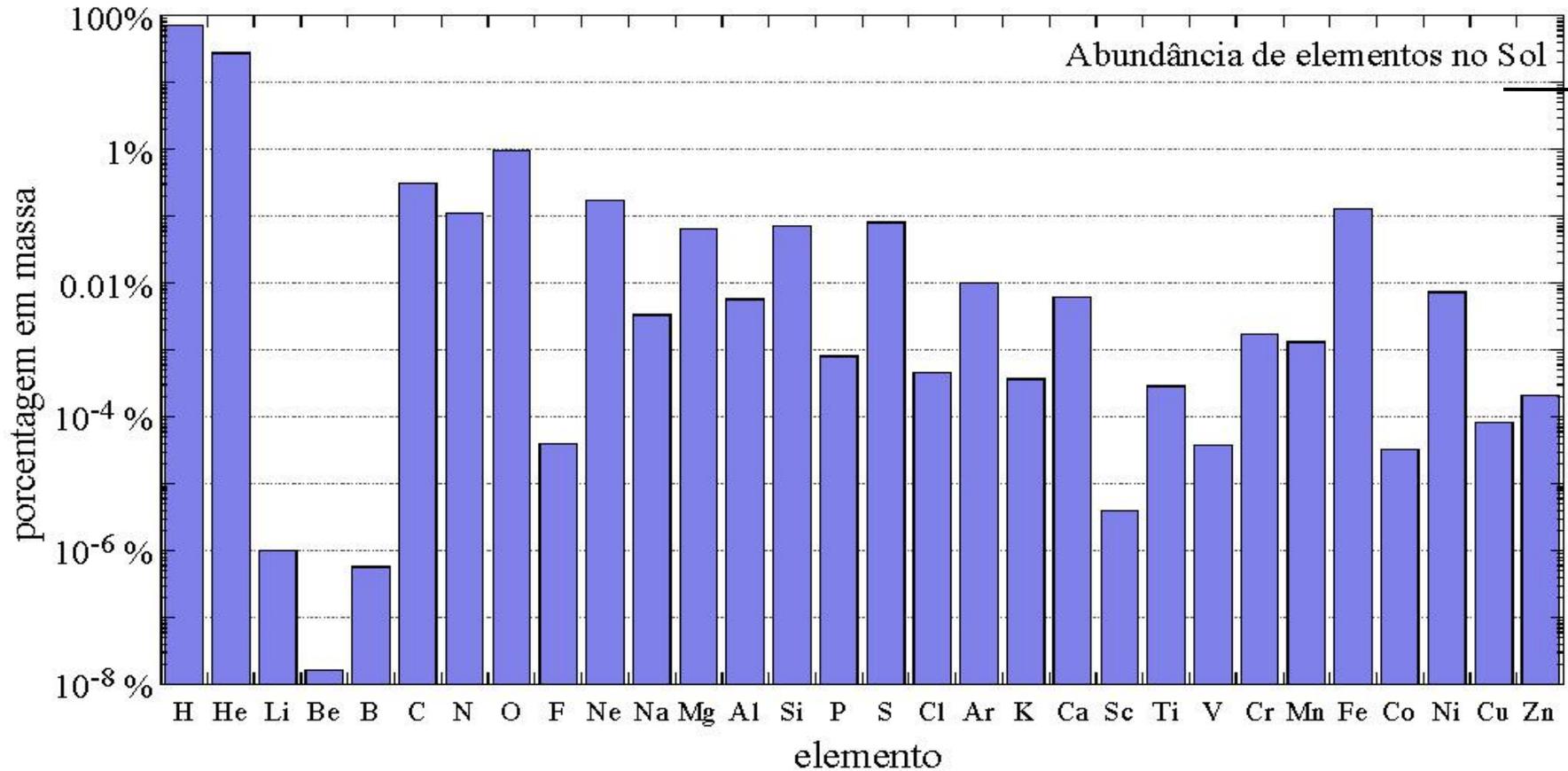
# Composição Química

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) ?

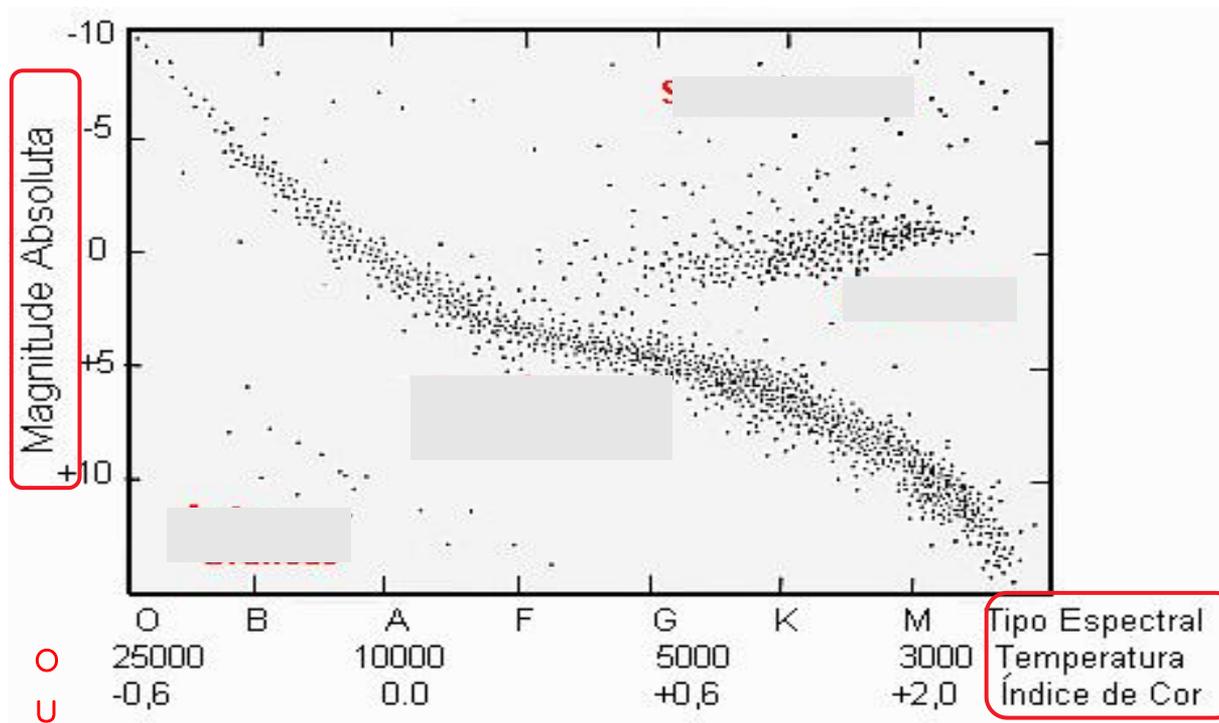
## Diagrama H-R

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

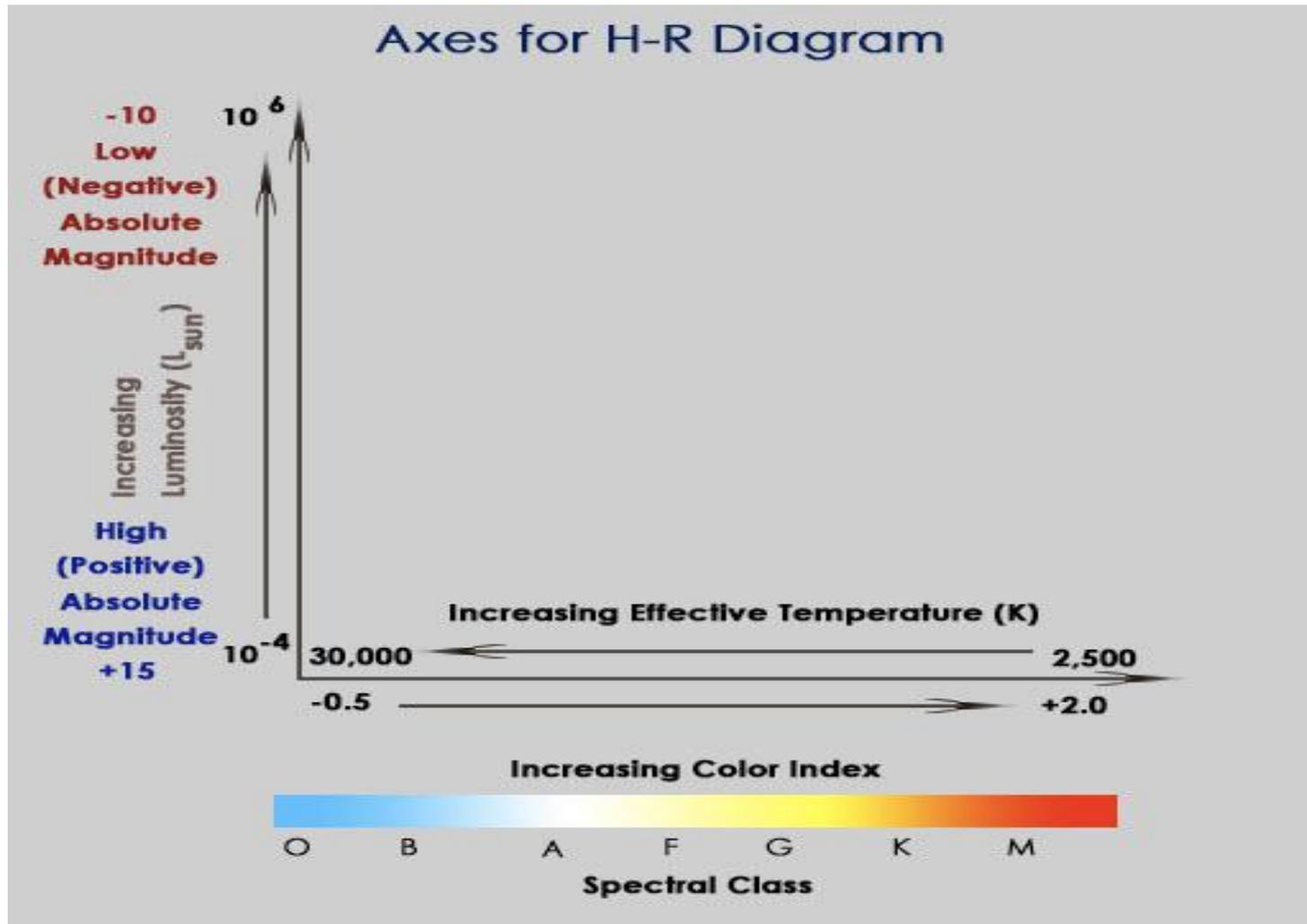
Na figura abaixo **cada ponto representa uma estrela**. Vemos que as estrelas não estão distribuídas ao acaso, o que significa que existem **correlações bem definidas** entre a **luminosidade (ou magnitude absoluta - M)** e a **temperatura superficial, ou Tipo espectral ou índice de cor - repare nas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

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

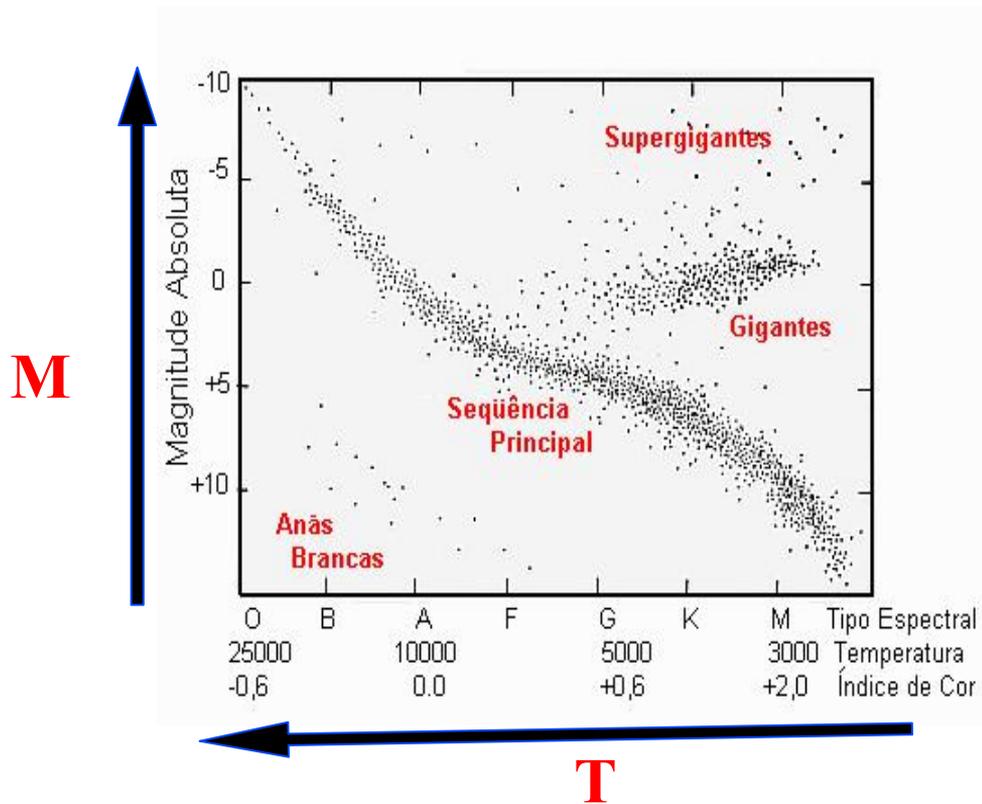
Quem são estes grupos ? Qual a importância deles?



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

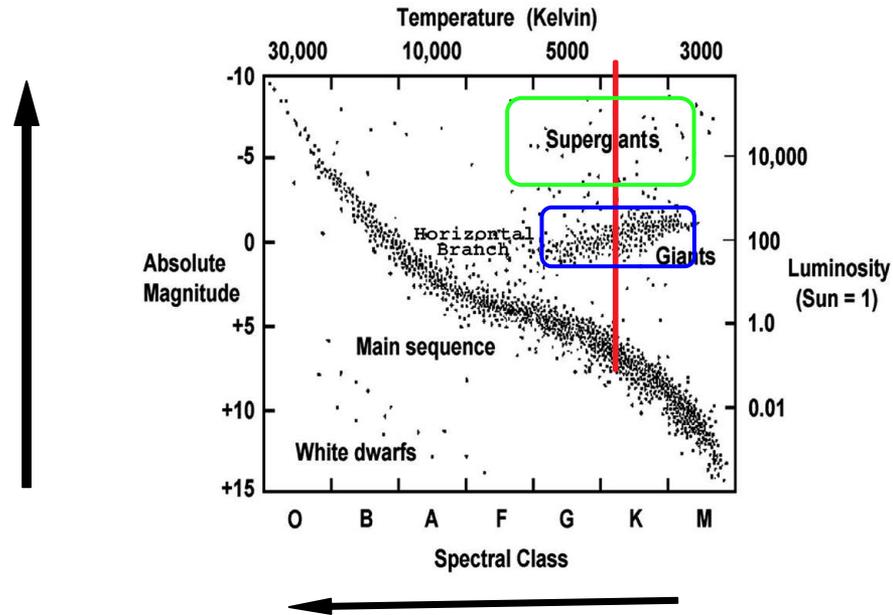


1- O maior grupo de estrelas (85%) encontra-se na **Sequência Principal (SP)**, cujas principais propriedades são:

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

# 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:

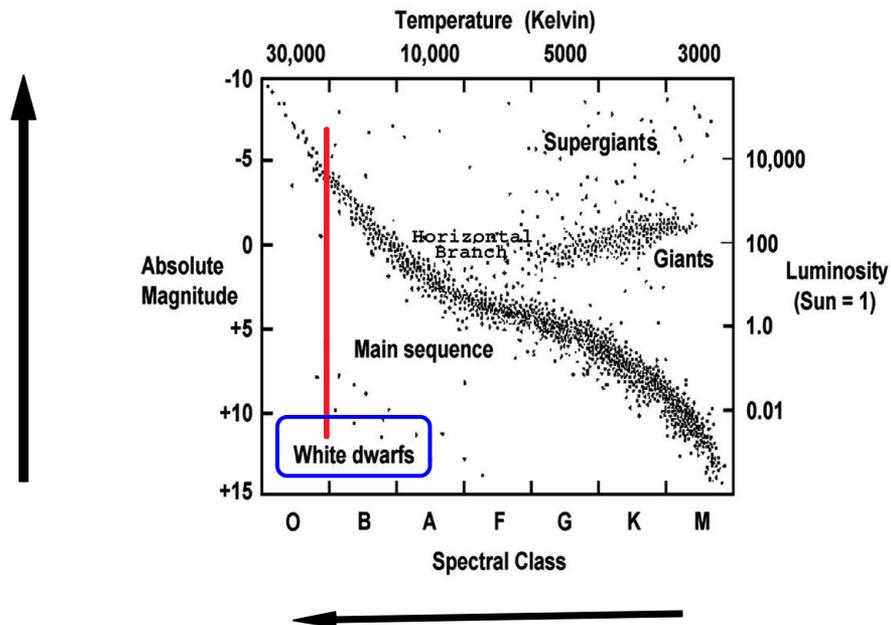
$$10^3 < L_{sol} < 10^5 ; T_{sup} (K) < 5000 ; 10 < R_{sol} < 100$$

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

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<sub>sup</sub>** das estrelas da SP. Como são estrelas relativamente quentes elas são chamadas de **Anãs Brancas**.

Se caracterizam por:

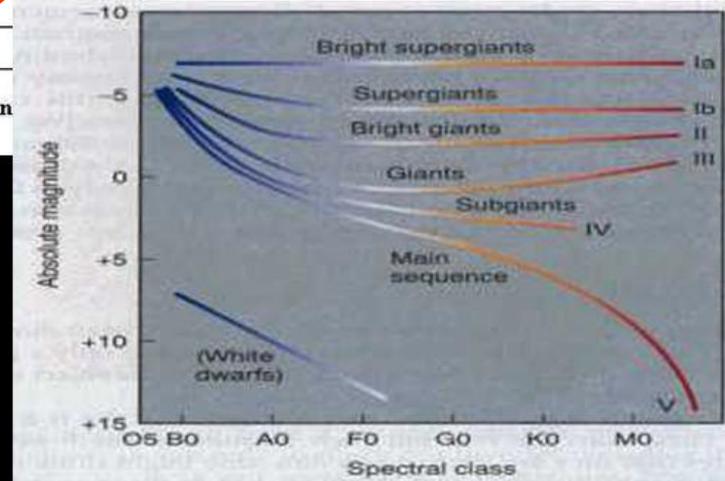
$$L \approx 0.014 L_{\text{sol}} ; T_{\text{sup}} \text{ (K)} \approx 10.000 ; R \approx 0.04 R_{\text{sol}}$$

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:

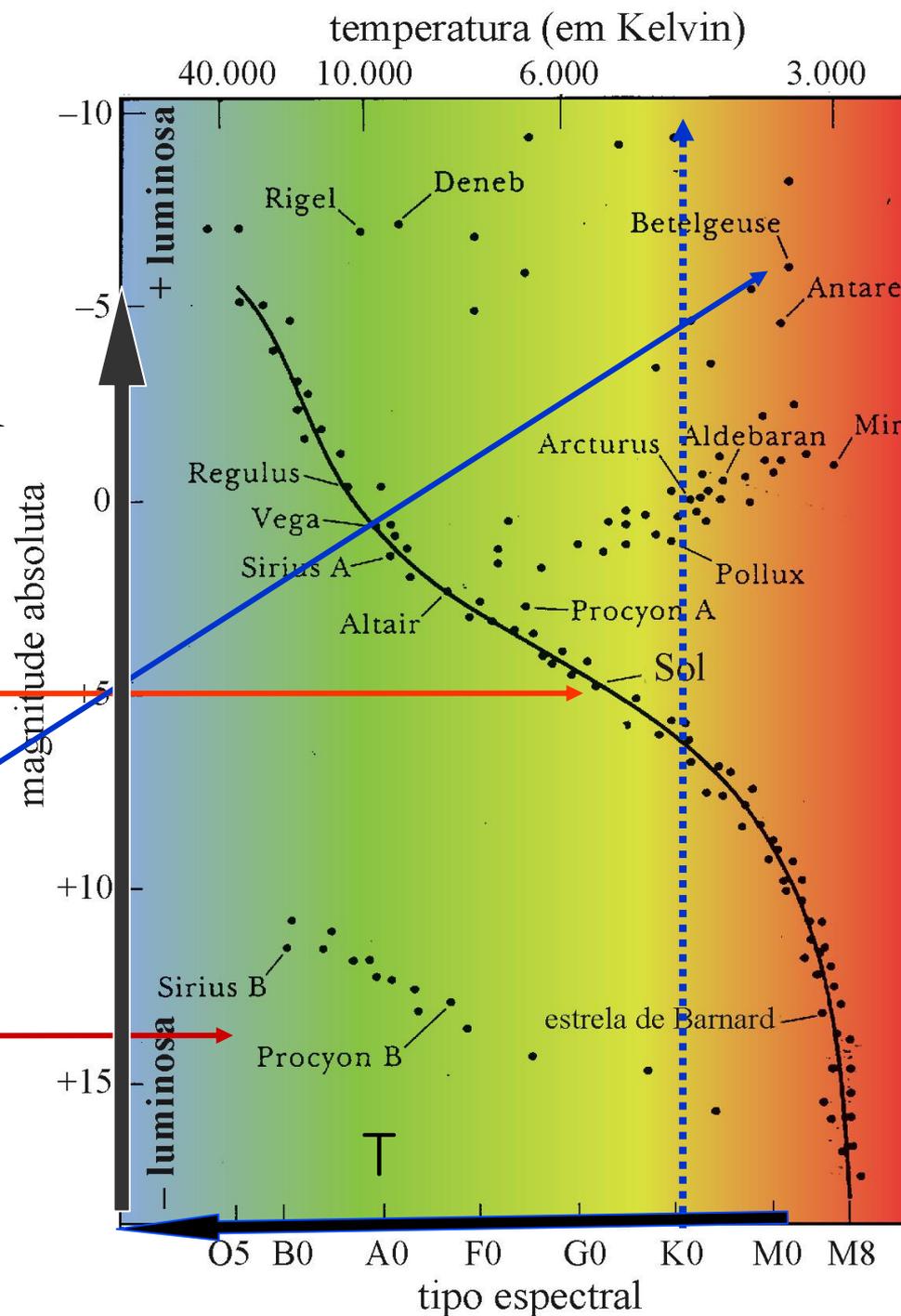
**Sol** é considerado uma estrela **Anã**.

**Sol: G<sub>2</sub>V**

**Betelgeuse** é uma **Supergigante**.

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

Muito quentes e muito menores que o Sol.

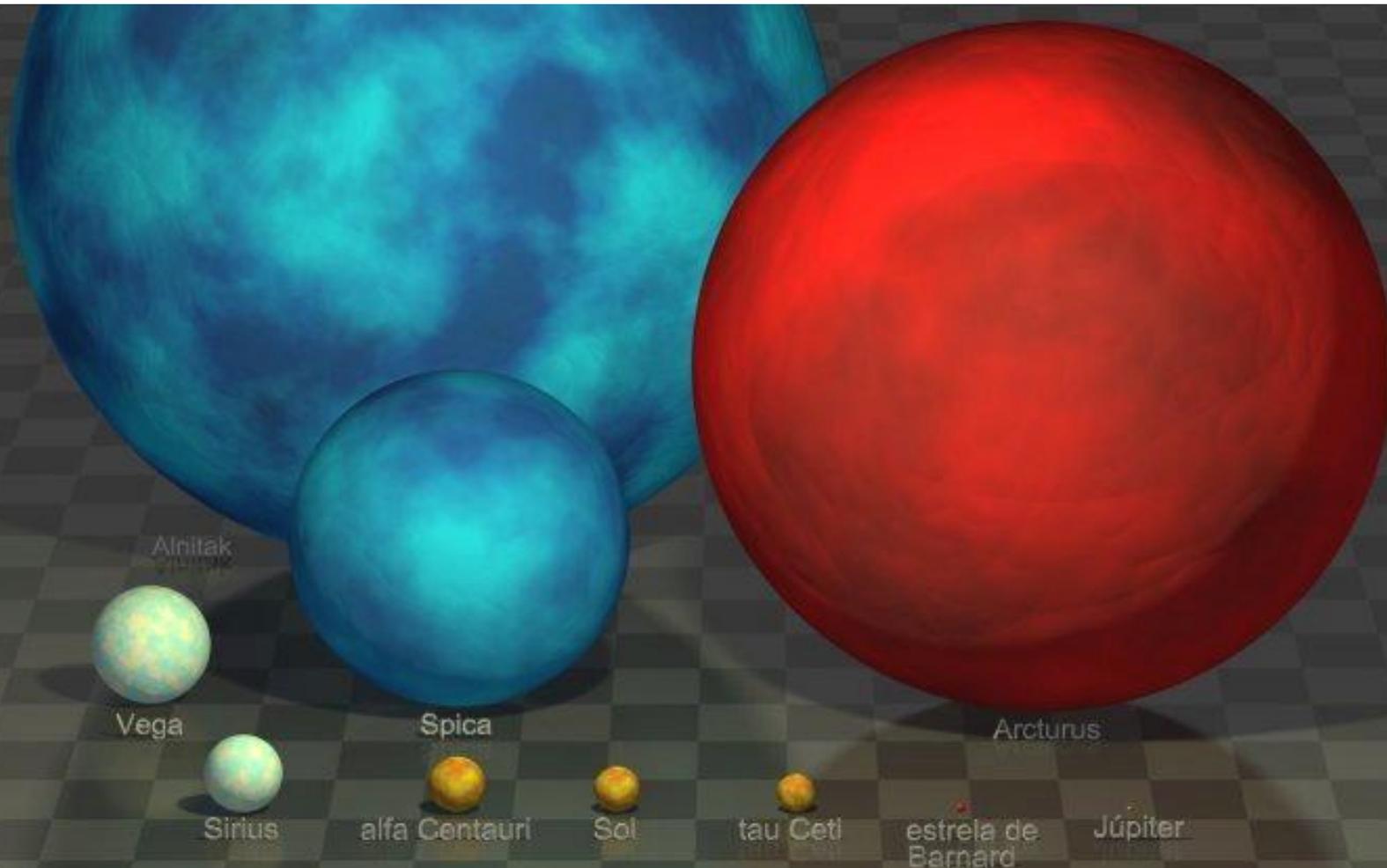


Lembrando que o tamanho das estrelas pode ser obtido pelas equações abaixo

$$L = 4\pi\sigma R^2 T_{\text{efetiva}}^4$$

ou

$$R = \frac{1}{T_{\text{efetiva}}^2} \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma}}$$

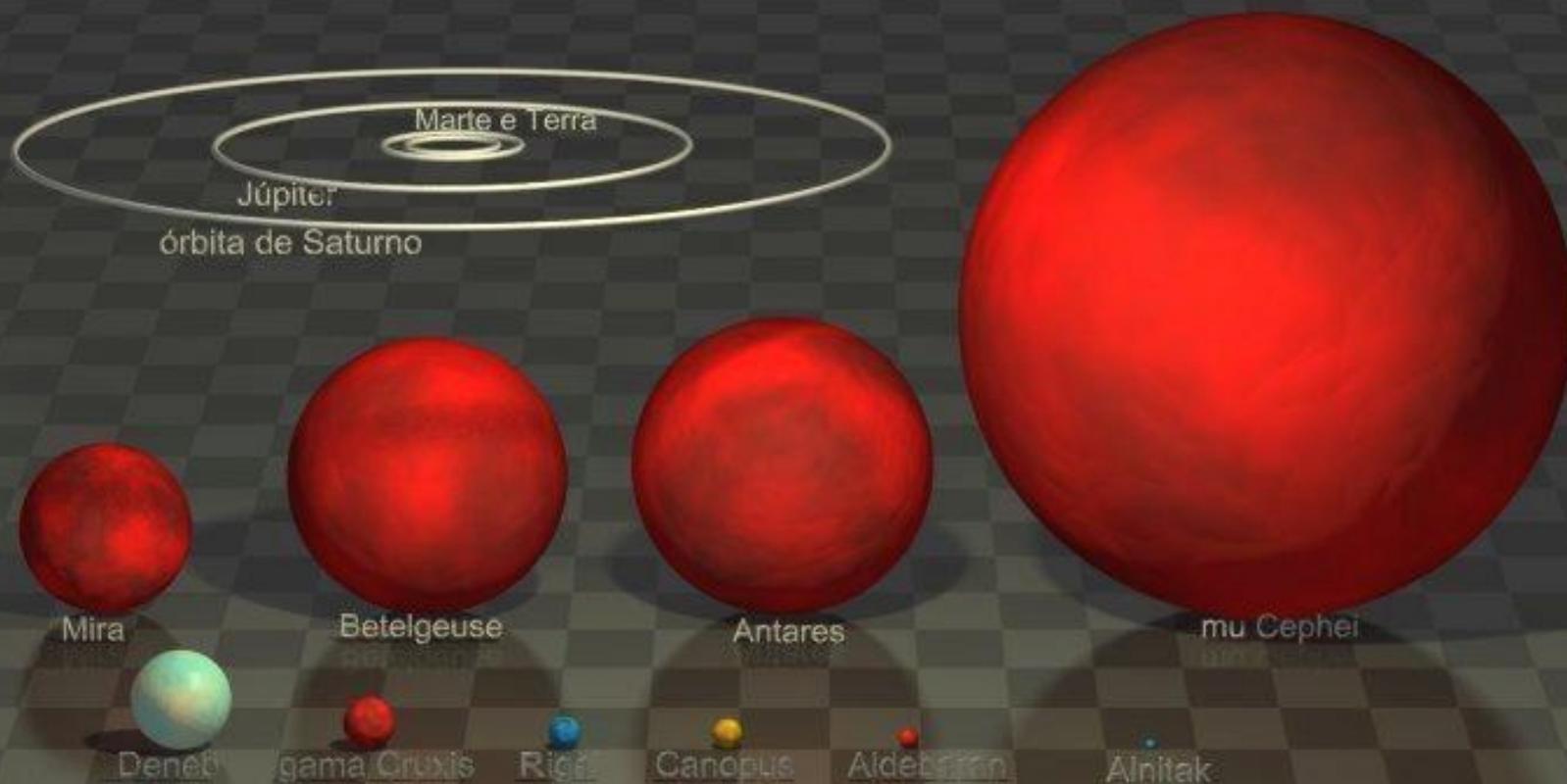


## Comparação das dimensões das estrelas...

$$L = 4\pi\sigma R^2 T_{\text{efetiva}}^4$$

ou que

$$R = \frac{1}{T_{\text{efetiva}}^2} \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma}}$$



# 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;

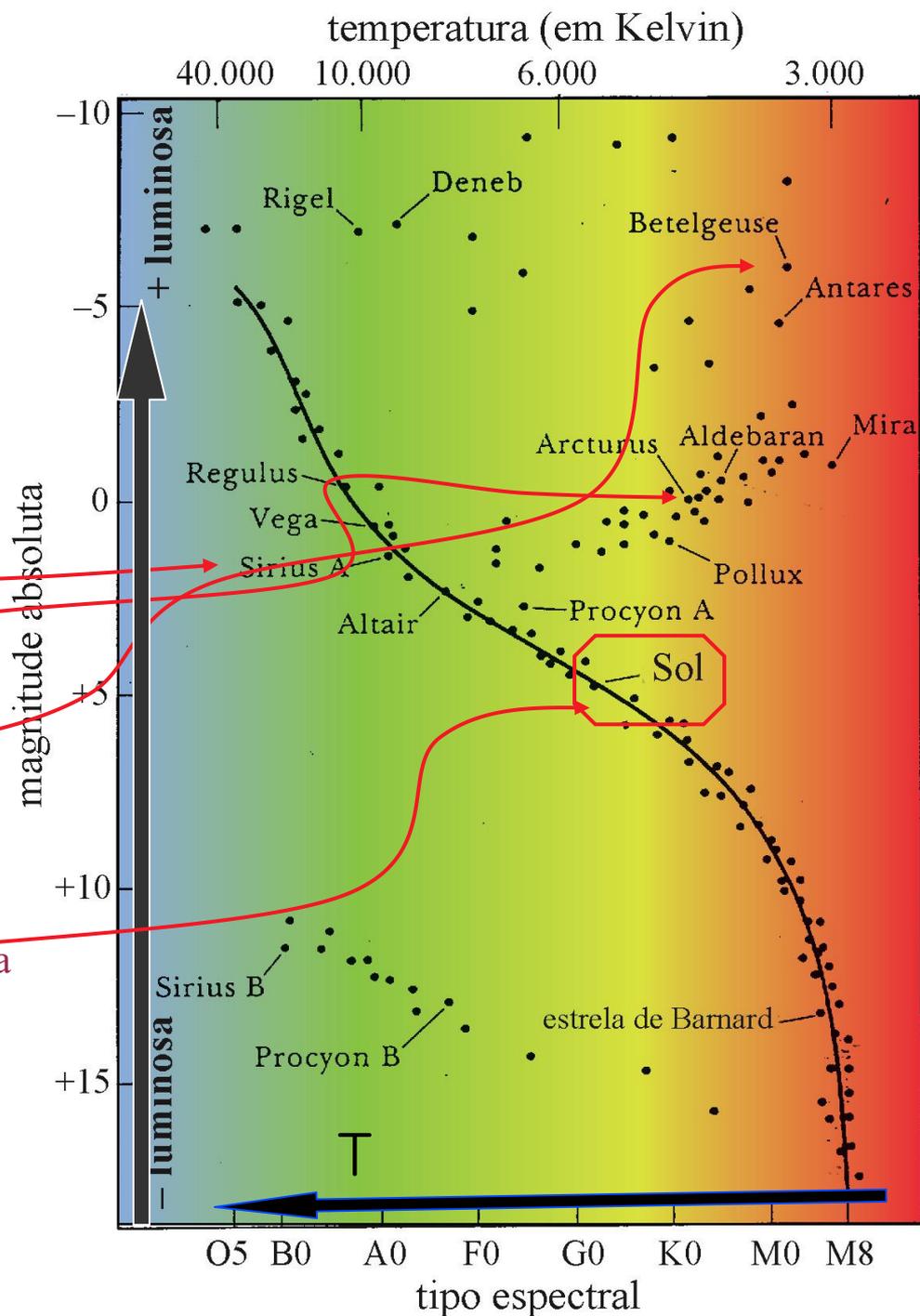
uma das maiores conhecidas e pode se tornar uma SN nos próximos 1000 anos

## Sol - Anã:

Raio = 695.700 km

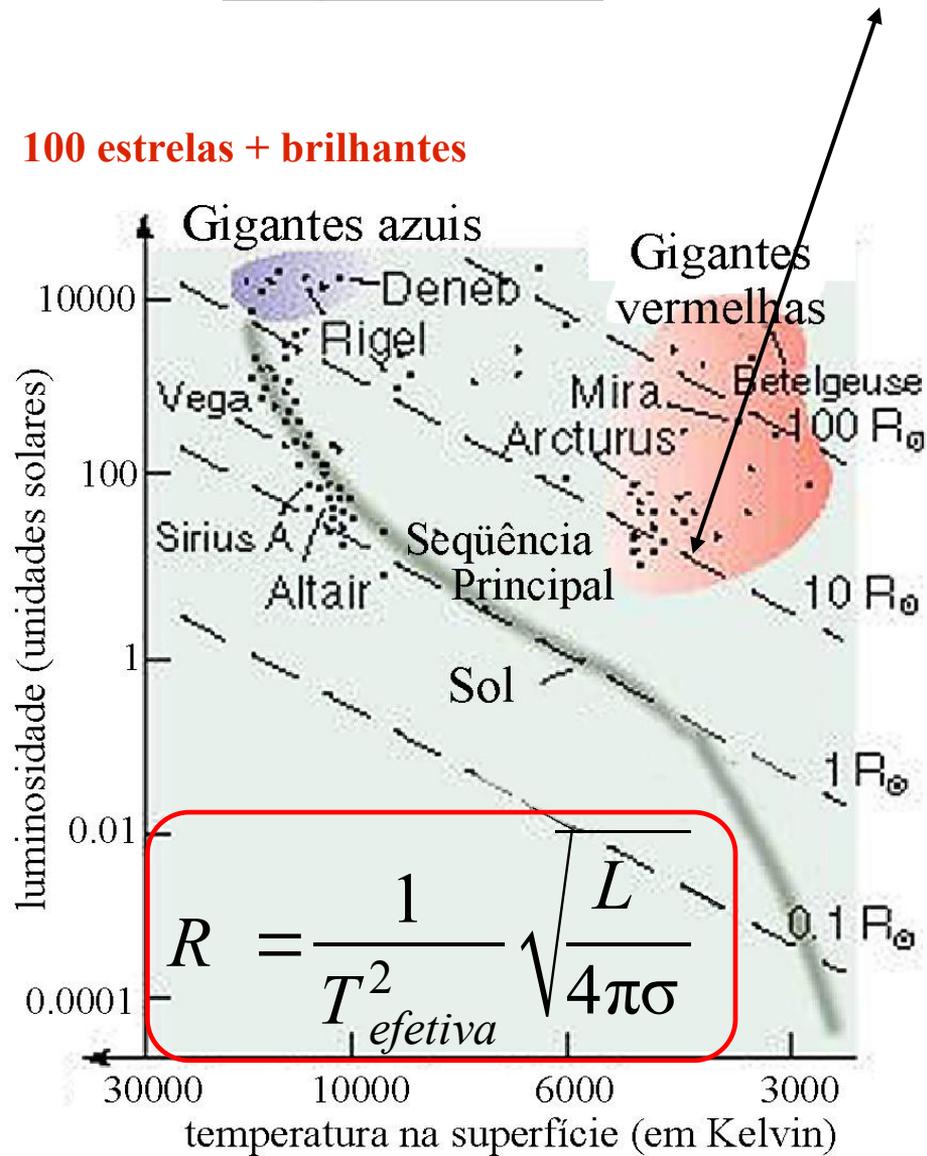
$T_s = 5.777$  K

TE  $\rightarrow$  G2V ; Anã

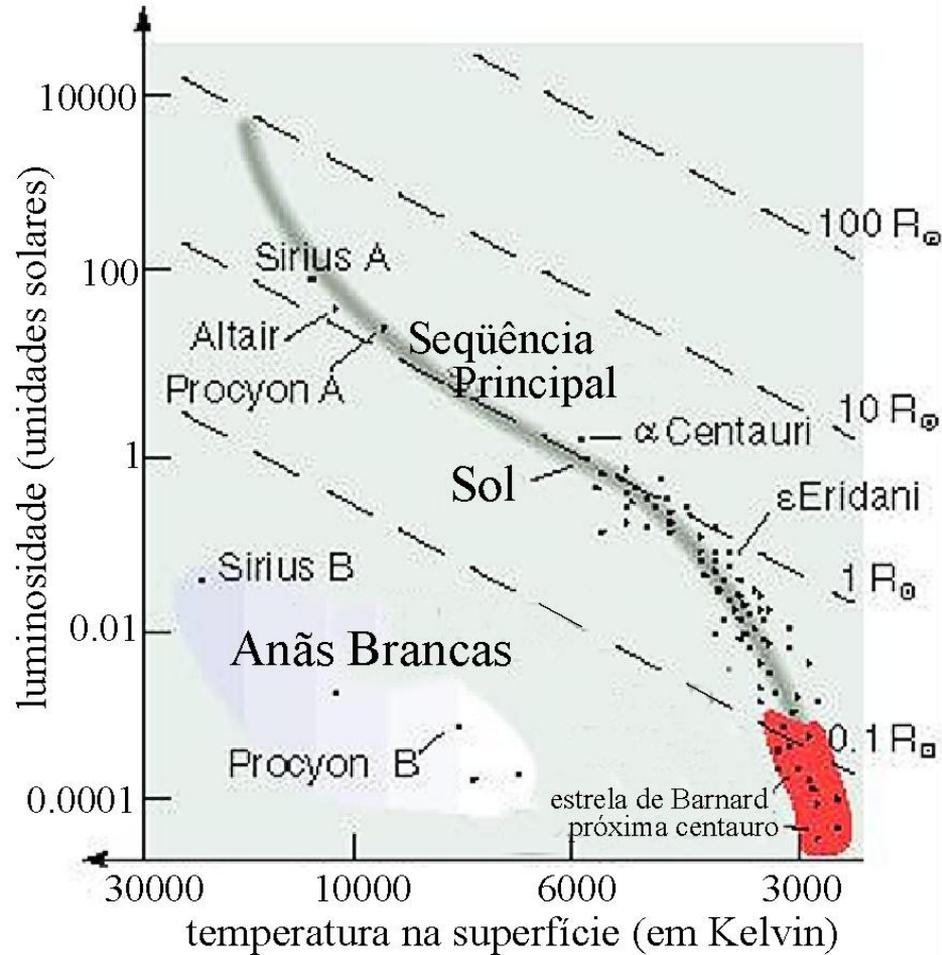


# Diagrama H-R: linhas diagonais que posicionam os raios estelares

100 estrelas + brilhantes

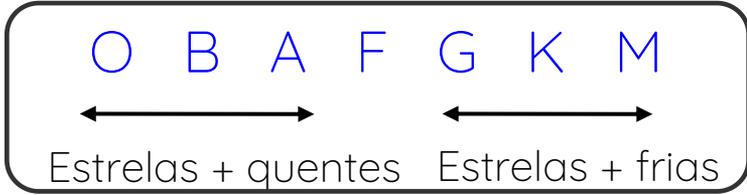


Estrelas até 5pc de distância.

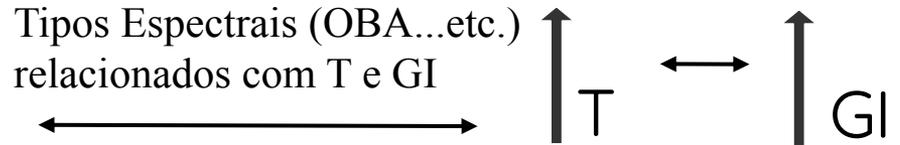
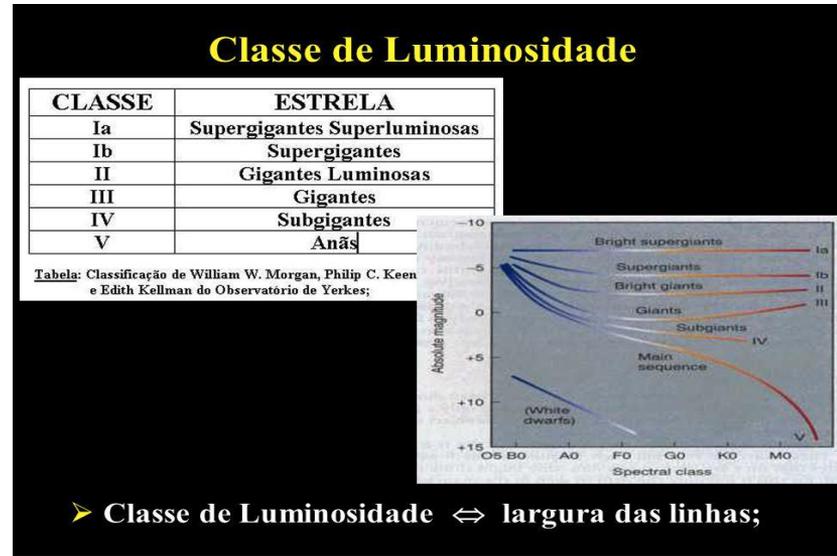
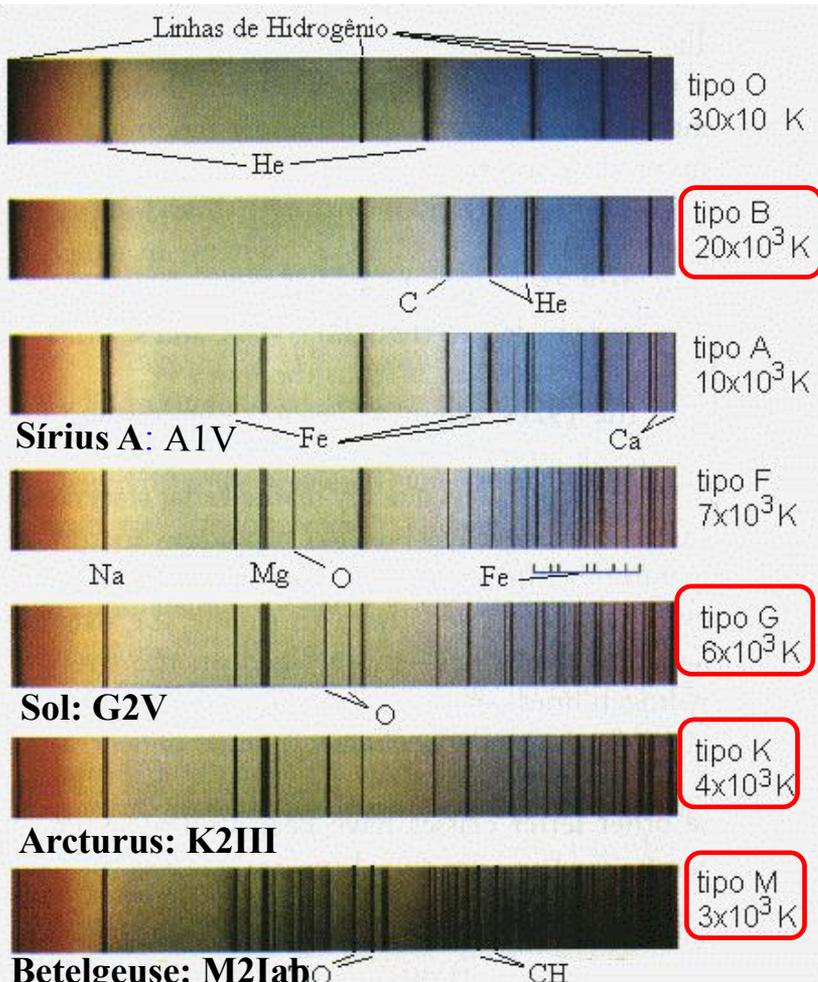


# Em síntese

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



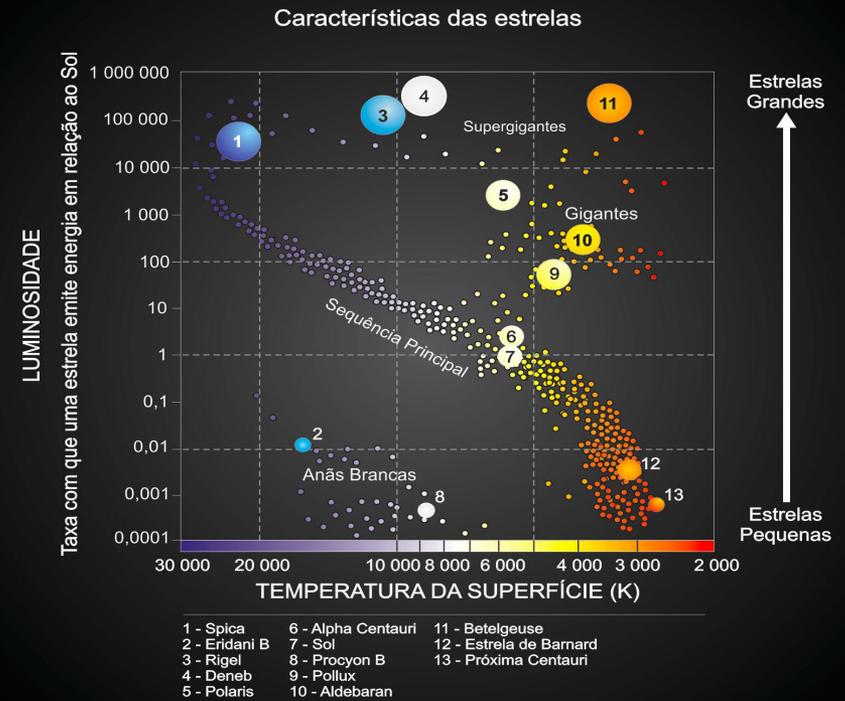
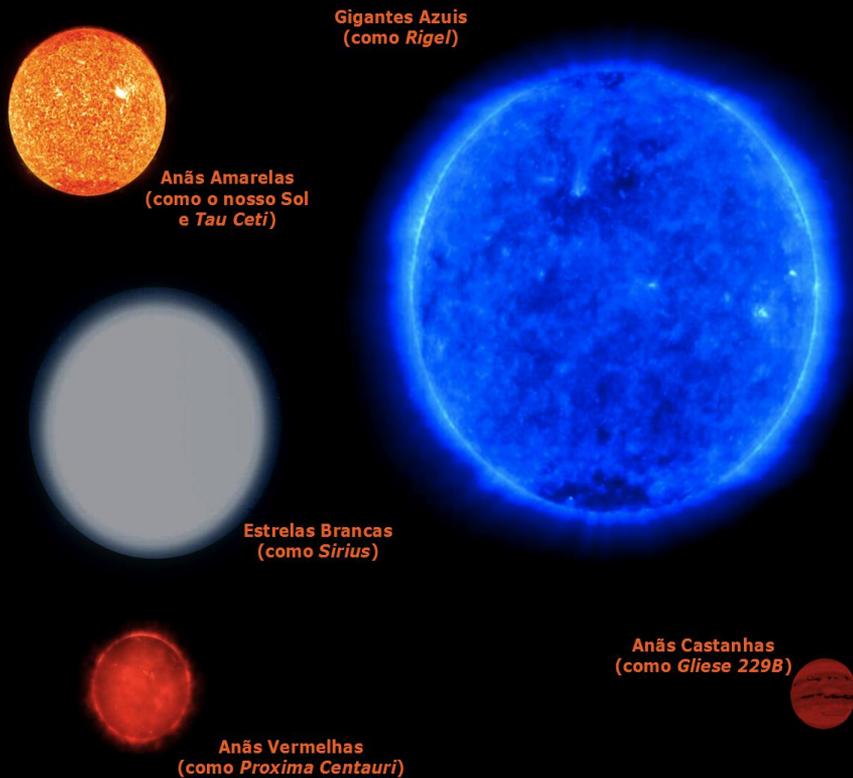
...Para lembrar: "Oh, Be A Fine Girl, Kiss Me"



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

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

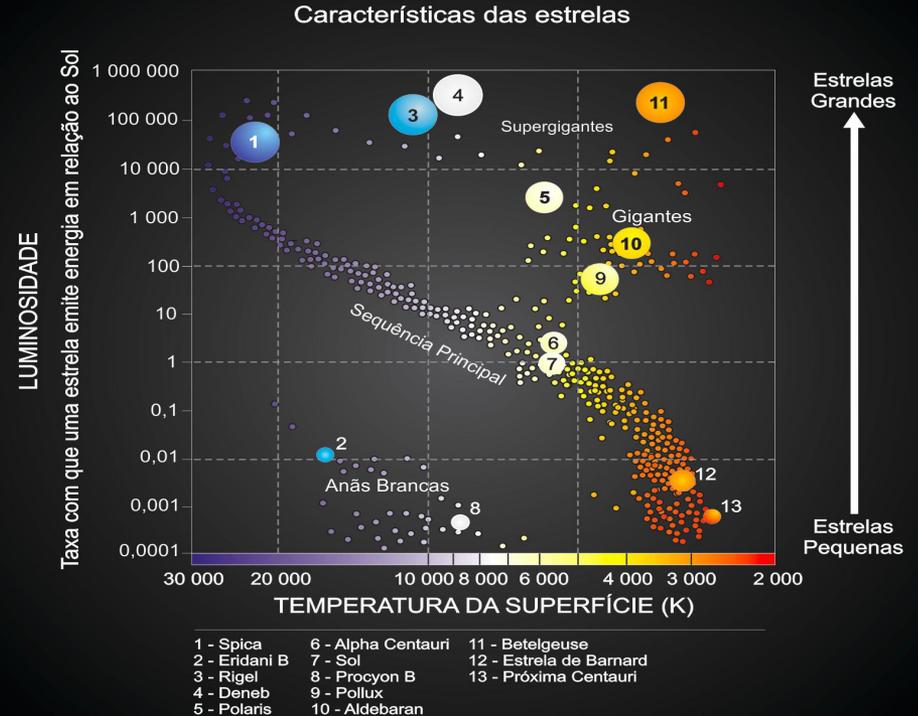
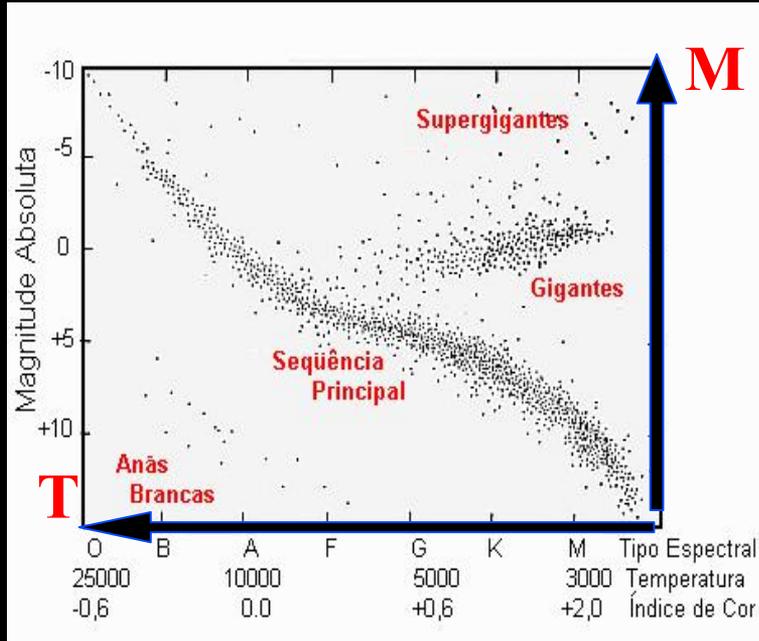
# Medidas de observáveis como T, L, R, IC e tipo espectral, ....



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

Lembrando algumas propriedades de **Potência e Logarítmo**  
...que usaremos durante todo o curso

$$\text{Se: } 10^x = y \text{ então: } x = \log y$$

**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

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

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

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