

# Fundamentos de Astronomia e Astrofísica

A sunset scene with a bright sun low on the horizon, casting a long, shimmering golden reflection on the water below. The sky is a gradient of orange and yellow, and the water is dark with a bright path of light leading from the sun down to the foreground.

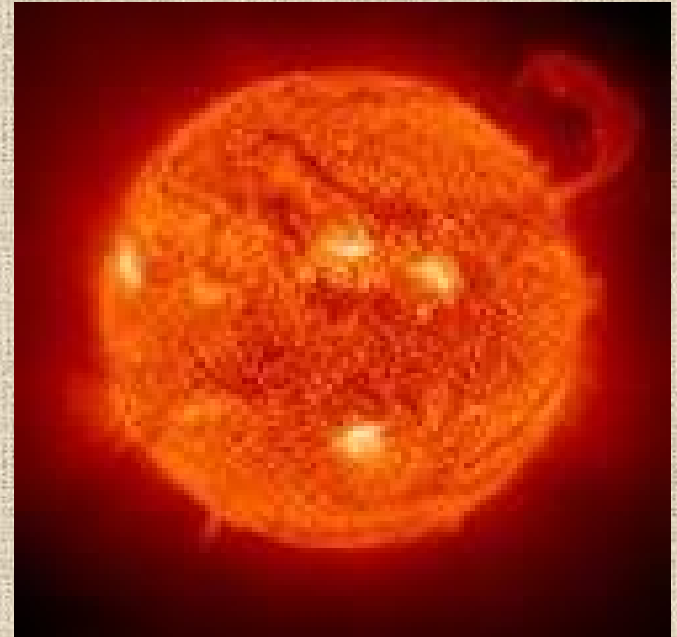
## O Sol e as demais Estrelas

Rogério Riffel

<http://astro.if.ufrgs.br/esol/esol.htm>

# Dados gerais

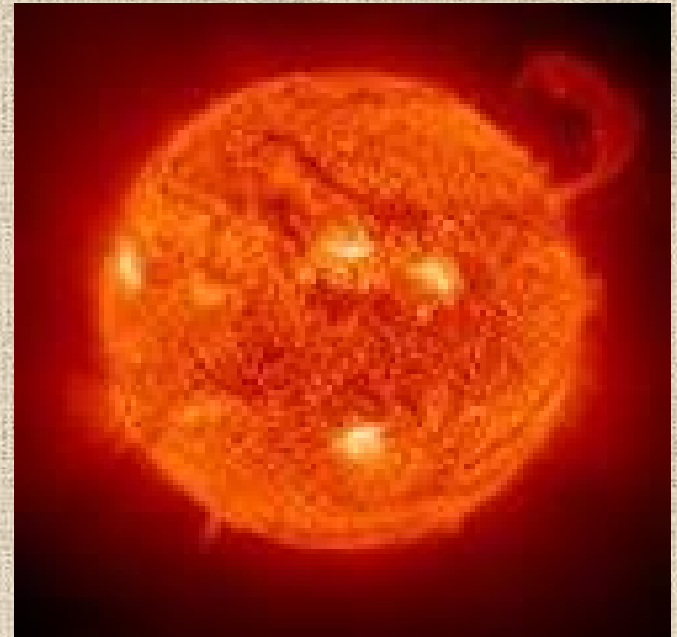
- Maior objeto do sistema solar
- Diâmetro (da fotosfera): 1 391 980 km  
(100 X diâmetro da Terra)
- Massa:  $1,99 \times 10^{30}$  kg (300 000 x massa da Terra)
- Temperatura superficial: 6000 K
- Distância média à Terra: 149 597 892 km
- Temperatura central: 10 milhões K
- Luminosidade:  $= 3,9 \times 10^{26}$  Watts =  $3,9 \times 10^{33}$  ergs/s



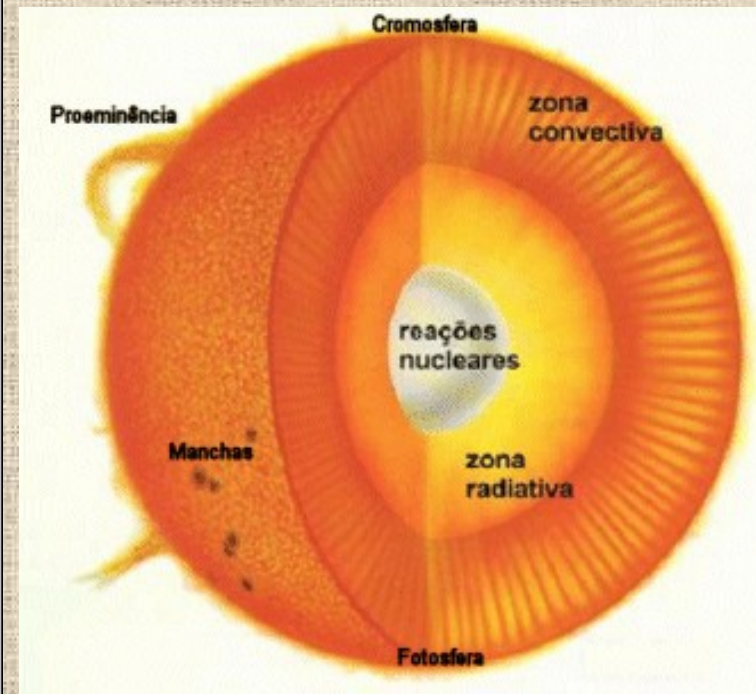
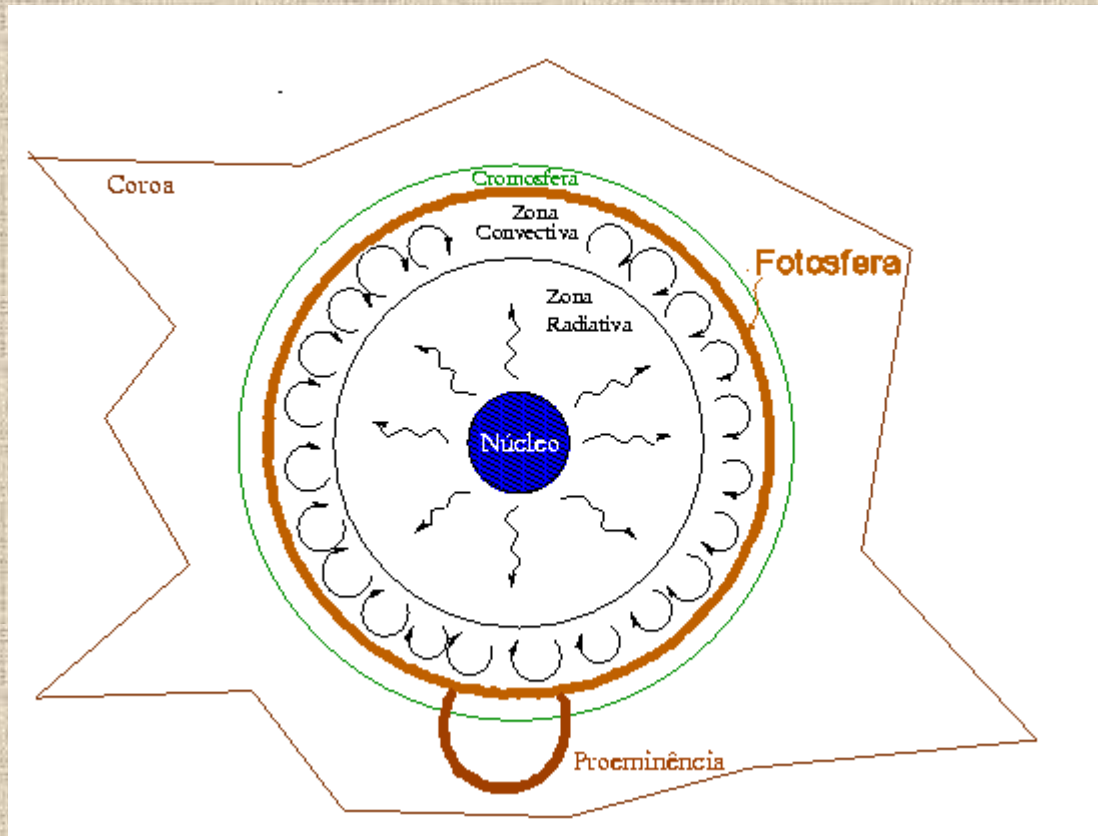
- Fluxo na Terra (constante solar): 1367 watts/m<sup>2</sup> (equivale a ter 14 lâmpadas de 100w iluminando uma área de 1 metro quadrado)

# Dados gerais

- Densidade média:  $1400 \text{ kg/m}^3$  (parecida com a da água)
- Densidade central:  $160000 \text{ kg/m}^3$  (aprox. 15 vezes a densidade do chumbo)
- Período de rotação: 25 dias no equador, 34 dias nas regiões polares.
- Composição: gás (H e He) incandescente.
- Geração de energia: reações termonucleares



# A estrutura do Sol

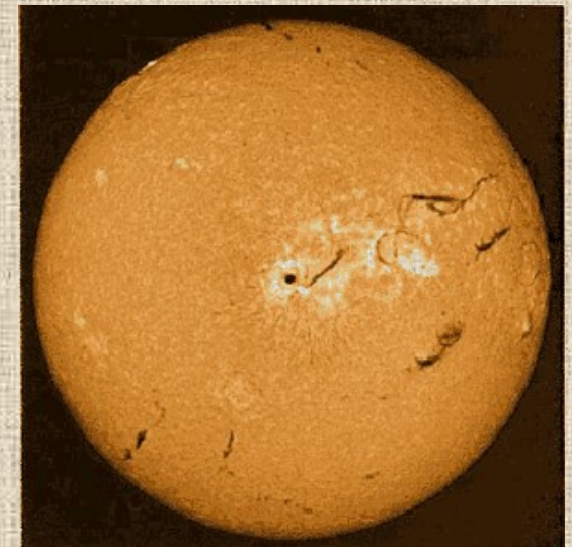
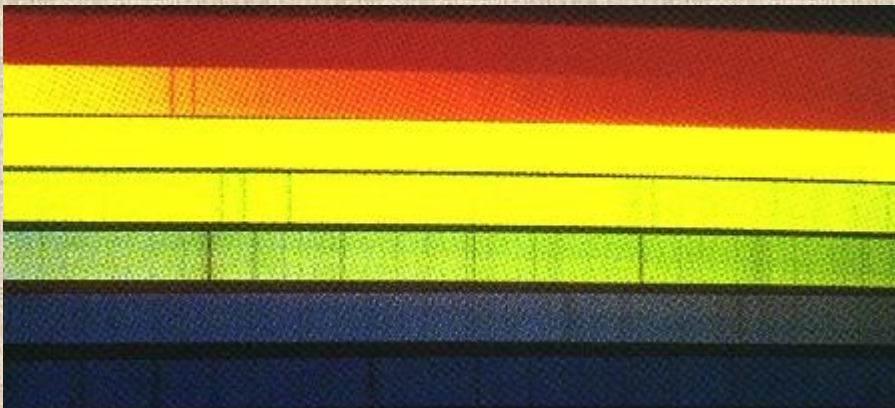


# A Fotosfera

- temperatura = 6000 K.
- espessura = 500 km
- vista em luz branca, aparece lisa e amarela, com algumas manchas escuras superpostas (as **manchas solares**).
- imagens de alta resolução revelam as **granulações** fotosféricas.



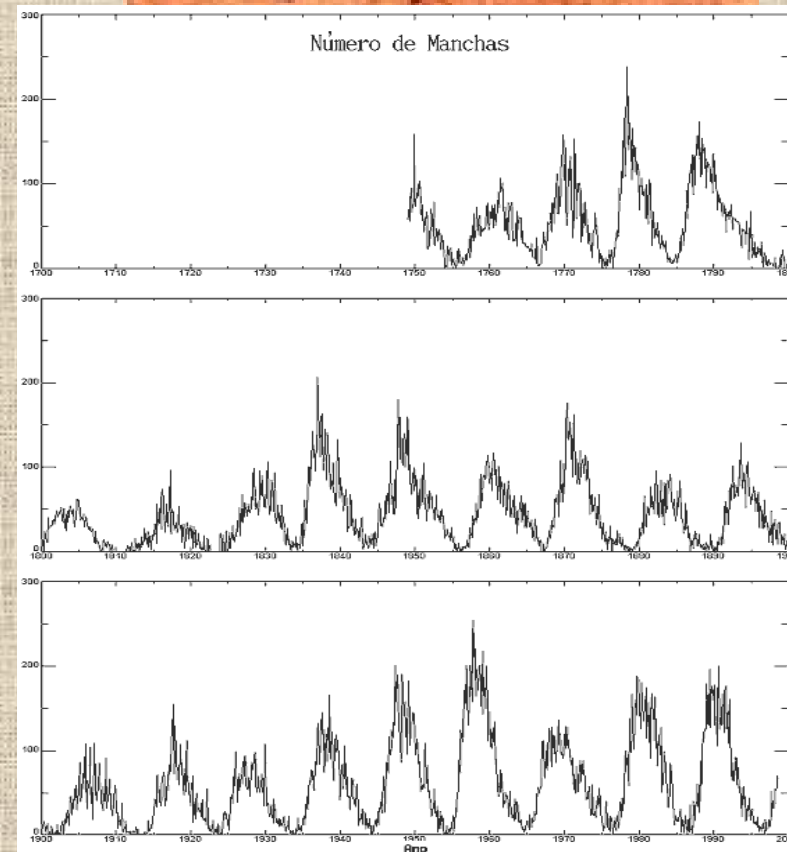
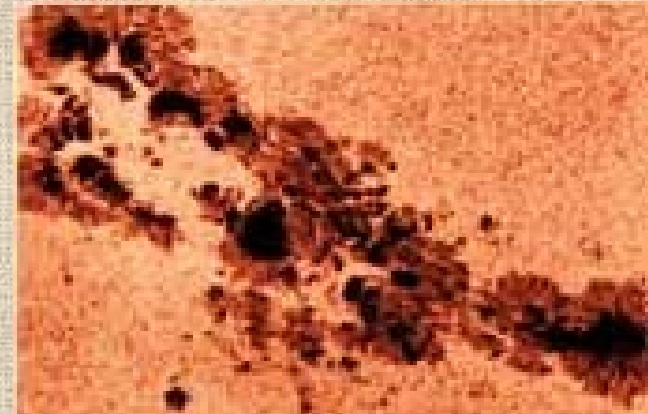
Luz Branca



Halpha

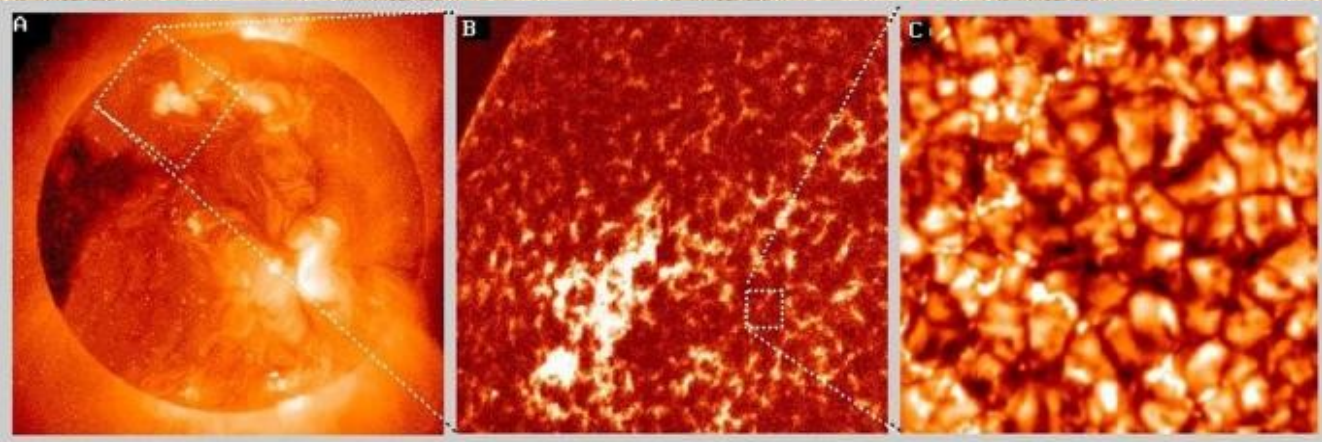
# A Fotosfera – manchas solares

- são regiões mais frias da fotosfera (4000 K), por isso aparecem mais escuras;
- têm uma parte central mais escura (umbra), circundada por uma região mais clara ( penumbra);
- duram em torno de 1 semana;
- tendem a se formar em grupos;
- estão associadas a intensos campos magnéticos;
- aumentam e diminuem de número num ciclo de 11 anos (ciclo de atividade solar- árvores).



# A Fotosfera – granulações

- pequenas regiões brilhantes (mais quentes) circundadas por regiões escuras (mais frias) que dão à fotosfera uma aparência granular;
- são bolhas de gás que assomam à superfície no topo da camada convectiva: gás quente sobe, gás frio desce.
- diâmetro das bolhas  $\approx 5000$  km
- duração  $\approx 15$  minutos

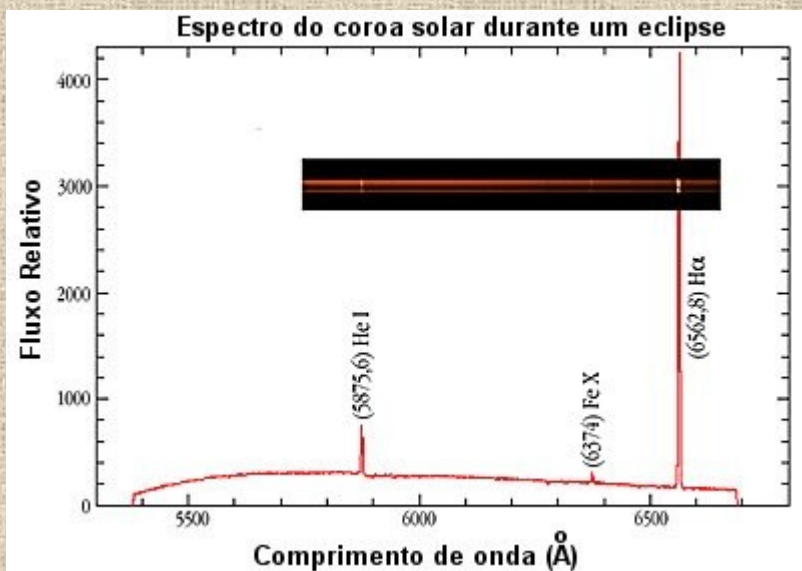
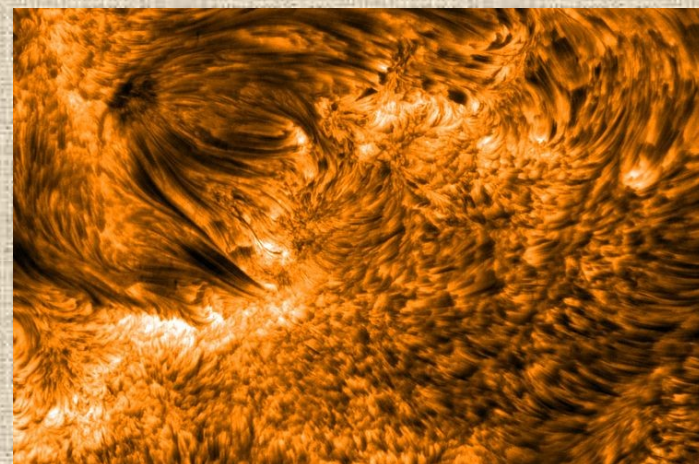


# Cromosfera

- É uma camada estreita e rarefeita que só aparece quando a fotosfera é coberta, como em eclipses.
- espessura: 10000 km
- temperatura: varia de 4300 K na base a mais de 40 000 K no topo (a 2500 km de altura; campos magnéticos).

**Espículas:** colunas de gás frio dentro da cromosfera

**Proeminências:** grandes jatos de gás que se elevam acima da fotosfera





# Coroa

- Estende-se de 2 até 10 raios solares.
- temperatura: até  $10^6$  K.
- perda de massa: vento solar e ejeção de massa coronal (durante flares)



## Flares (fulgurações)

- grandes explosões na superfície do Sol
- causa: armazenamento de energia em campos magnéticos; que é liberada quando o campo fica muito denso.
- grandes flares liberam gás junto com a energia (ejeção de massa coronal)
- energia liberada  $\approx$  100 milhões de bombas nucleares

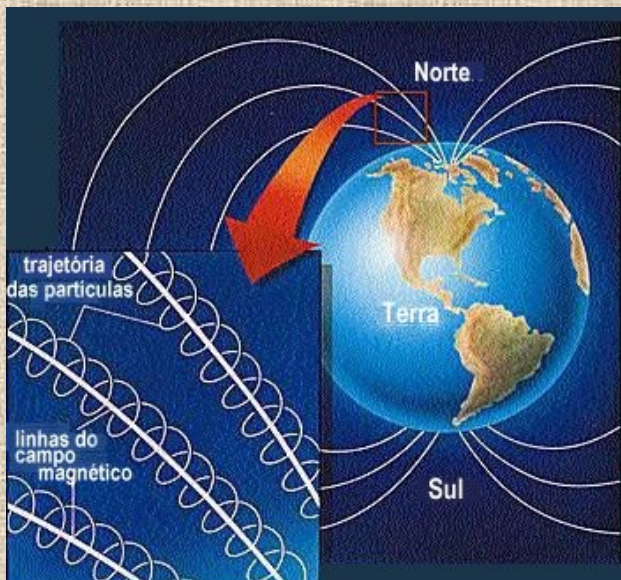
# Coroa – vento solar

---

- partículas (principalmente prótons e elétrons) emanadas das regiões ativas do Sol
- velocidade: 300-800 km/s
- causa perda de massa do Sol em torno de  $10^{-13}$  Msol/ano
- na Terra, causa as auroras e danos a sistemas elétricos.

# Vento Solar

- As partículas do vento solar são capturadas pelo campo magnético da terra;
- Colidem com as partículas da atmosfera, causando efeitos como dissociação, excitação e ionização.
- Quando as partículas se recombinam ou voltam ao seu estado anterior, elas emitem luz



# Vento Solar

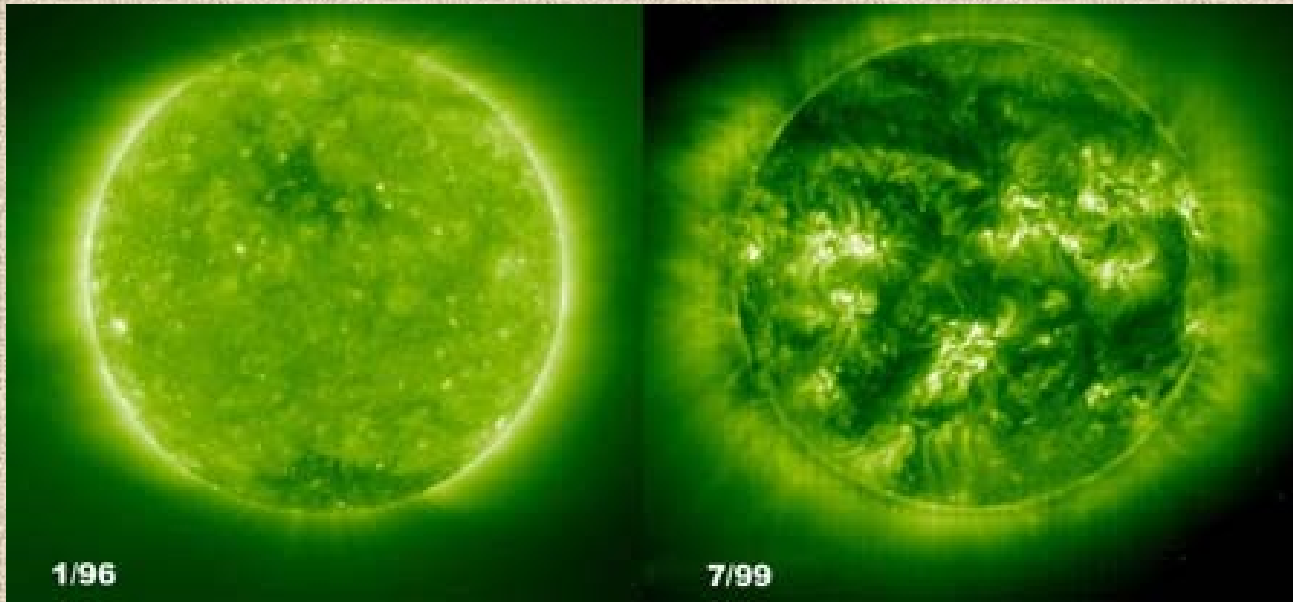
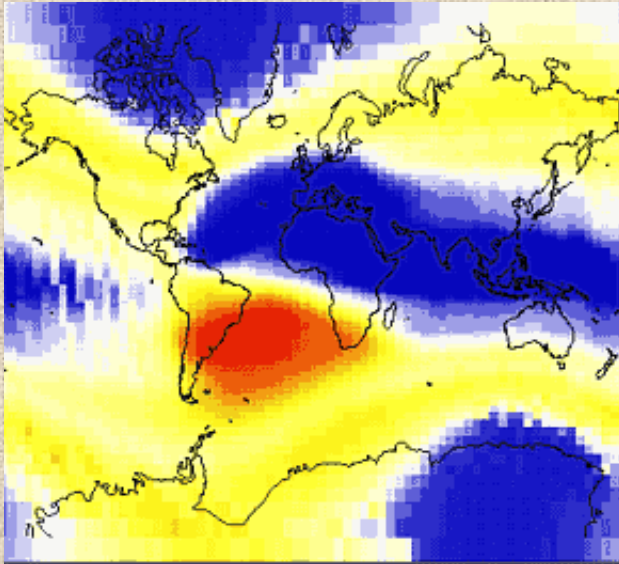


Imagem do Sol em 1710 Å, mostrando o Sol no ano de 1996, Sol mínimo, e perto do máximo, em 1999.

Normalmente as partículas carregadas são desviadas pelo campo magnético da Terra e somente chegam à Terra próximas aos pólos

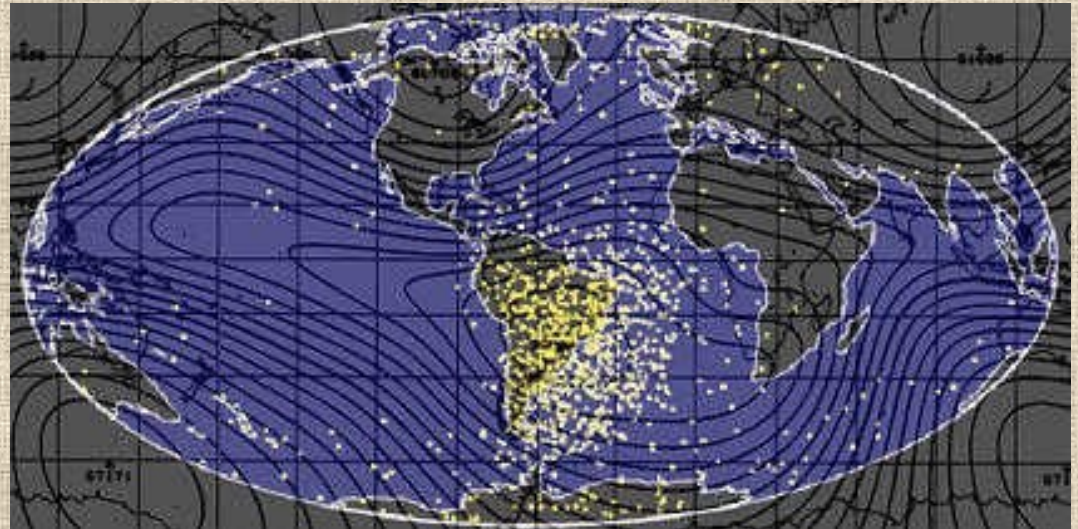


# Anomalia Magnética do Atlântico Sul



Fluxo de elétrons de alta energia (>30 KeV) próximos do solo

Quando partículas do vento solar atingem a Terra causam danos às redes elétricas e aos satélites



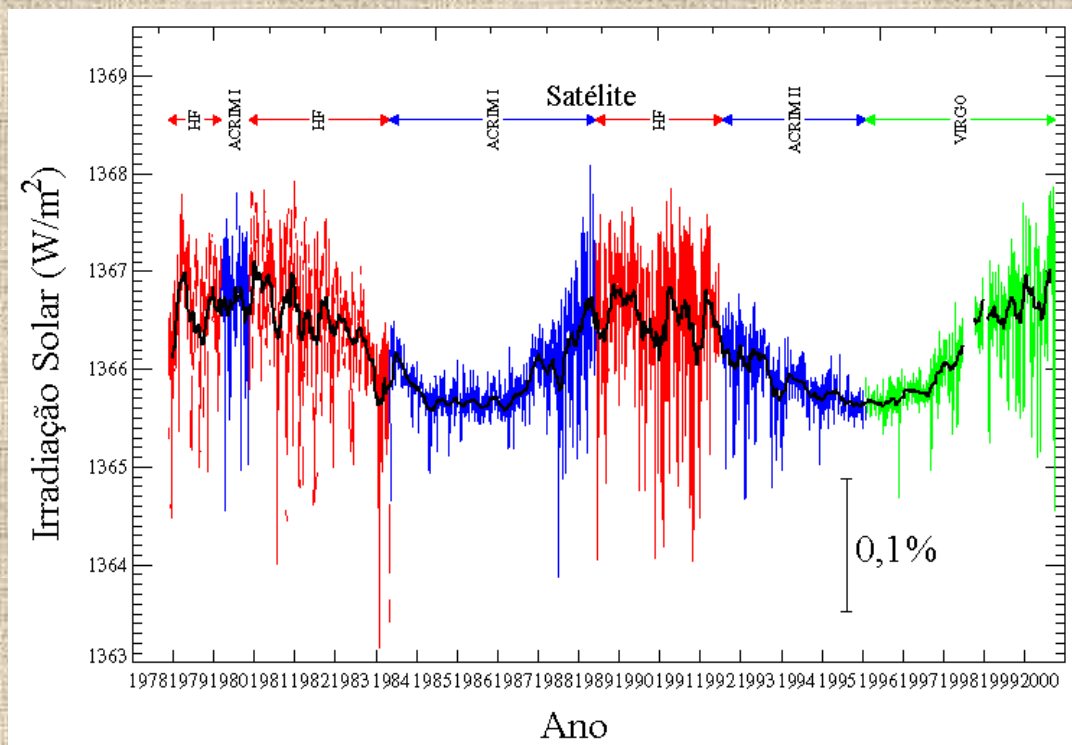
Cada ponto branco ou amarelo marca a posição de um satélite onde ocorreu defeito na memória do computador

# Efeitos das ejeções coronais de massa na Terra

- Danos a satélites
- Erro no posicionamento de navios e aviões de vários quilômetros, tanto pelo sistema GPS, quanto pelos sistemas Loran e Omega, por instabilidades no plasma da ionosfera terrestre, causando cintilação na amplitude e fase do sinal. Em geral, estas instabilidades duram menos de 10 minutos, mas já ocorreram casos em que o sistema ficou fora do ar por até 13 horas
- Danos às redes de energia elétrica, induzindo voltagens de milhares de volts e queimando transformadores.
- Danos nas tubulações metálicas de gaseodutos, já que as correntes induzidas aumentam drasticamente a corrosão,
- Aumentam também a incidência de radiação ionizante nas pessoas, principalmente em vôos de alta altitude, como vôos supersônicos e astronáuticos.

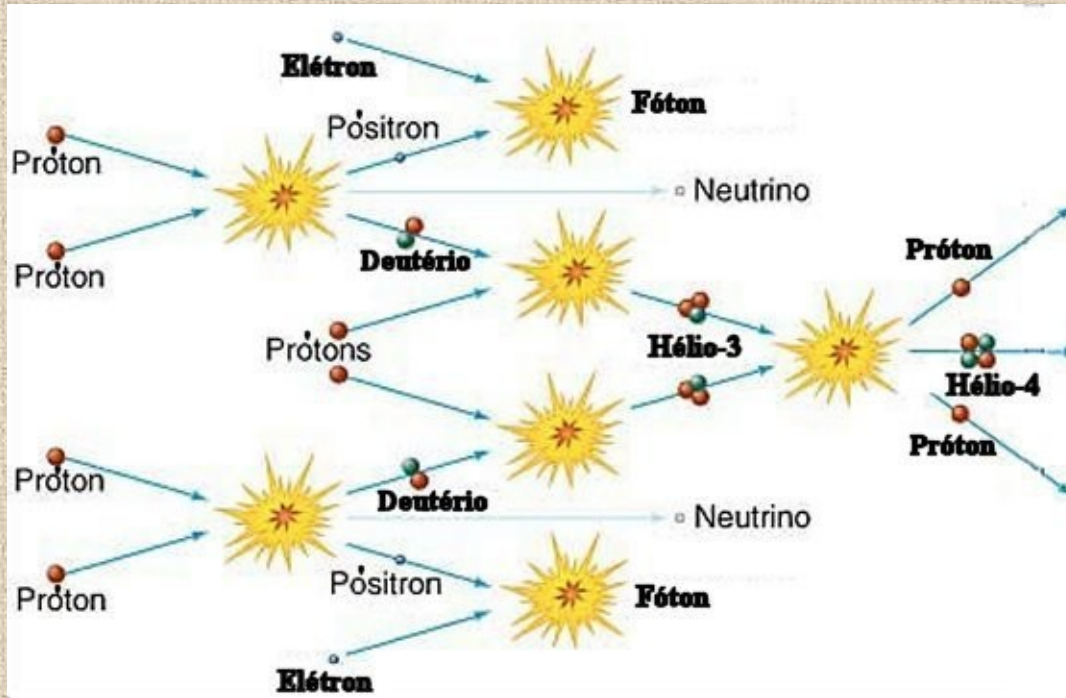
# Constante Solar

- Quantidade de energia solar que chega, por unidade de tempo e por unidade de área, a uma superfície perpendicular aos raios solares, à distância média Terra-Sol
- Valor:  $1367 \text{ W/m}^2$  (medido por satélites logo acima da atmosfera terrestre)
- Varia, dependendo da época no ciclo de 11 anos, de  $1364,55$  a  $1367,86 \text{ Watts/m}^2$

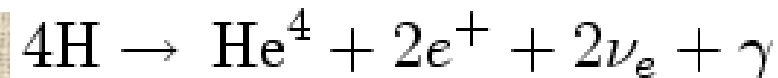


# Fonte de energia do Sol

- reações termo-nucleares (Hans Bethe, 1937)
- fusão termonuclear: 4 núcleos de hidrogênio (4 prótons) se fundem para formar 1 núcleo de hélio (partícula  $\alpha$ )



- O processo é descrito pela equação





# **E as Demais estrelas**

# Propriedades

- Estrelas são esferas autogravitantes de gás ionizado, cuja fonte de energia é a transmutação de elementos através de reações nucleares, isto é, da fusão nuclear de hidrogênio em hélio e, posteriormente, em elementos mais pesados.
- As estrelas tem massas entre 0,08 e 100 (140) vezes a massa do Sol.
- Luminosidades desde  $10^{-4}$  até  $10^6 L_{\text{sol}}$ ;
- Temperaturas efetivas entre ~2500 K e 30 000 K.
- Raios desde  $10^{-2}$  até  $10^3 R_{\text{Sol}}$

# Luminosidade, Fluxo e Magnitude

## Luminosidade:

Energia por segundo (potência) emitida pela estrela em todas as direções;

Independente da distância e é diretamente proporcional ao raio e a temperatura da superfície da estrela.

## Fluxo:

Depende da distância

Cai com o quadrado de  $r$ ;

Brilho intrínseco se  $r=R$  (raio da estrela)

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

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

# Luminosidade, Fluxo e Magnitude

## Magnitude:

O brilho aparente de um astro é o fluxo medido na Terra e normalmente é expresso em termos da magnitude aparente ( $m$ ).

Quanto menor o valor de  $m$  mais brilhante é a estrela (origem histórica - Hiparcos)

A escala é logarítmica (escala do olho humano)

$m=1$  brilho 100

$m=6$  brilho 1

5 em magnitude igual a 100 em brilho.

Magnitude Absoluta ( $r=10$  pc)

$$m = -2,5 \log F + \text{const.}$$



# Radiação de Corpo Negro

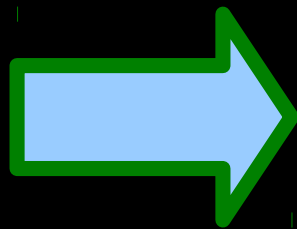
**Corpo negro:** corpo que absorve toda a radiação que incide sobre ele, sem refletir nada;

- Toda a radiação emitida pelo corpo negro é devido à sua temperatura;
- Estrelas emitem radiação de forma parecida com a de corpos negros (Temperatura);
- Radiação de corpo negro = radiação térmica : depende apenas da temperatura do corpo, seguindo as leis de Stefan-Boltzmann, de Wien e de Planck.

# Radiação de Corpo Negro: Stefan-Boltzmann

“O Fluxo na superfície de um corpo negro é proporcional à quarta potência da temperatura efetiva do corpo.”

$$F \equiv \sigma T_{\text{ef}}^4$$



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

$$\sigma = 5,67 \times 10^{-8} \text{ J m}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4}$$

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

Determinando a Luminosidade da estrela podemos determinar a sua temperatura;

# Radiação de Corpo Negro: Lei de Planck

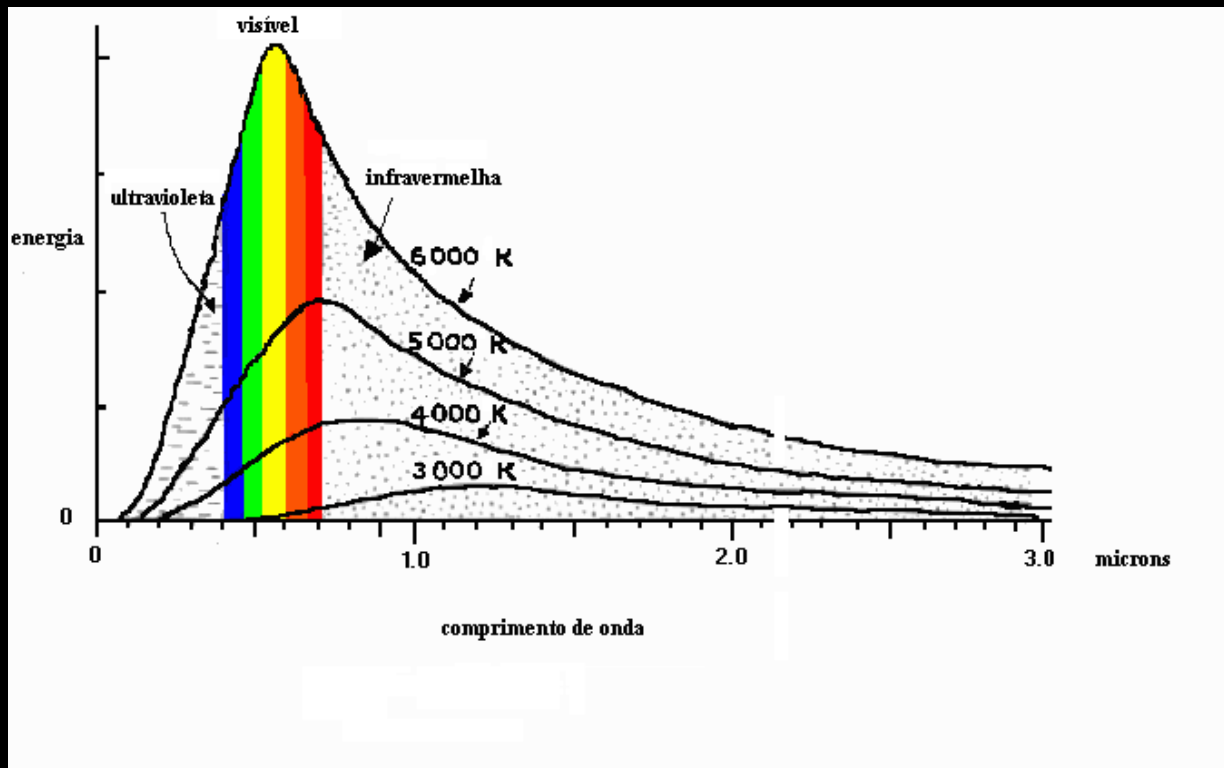
“A radiação eletromagnética se propaga de forma quantizada, em "pacotes" ou "quanta" de energia  $E = h\nu$  ”

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1}$$

Lei de Planck;

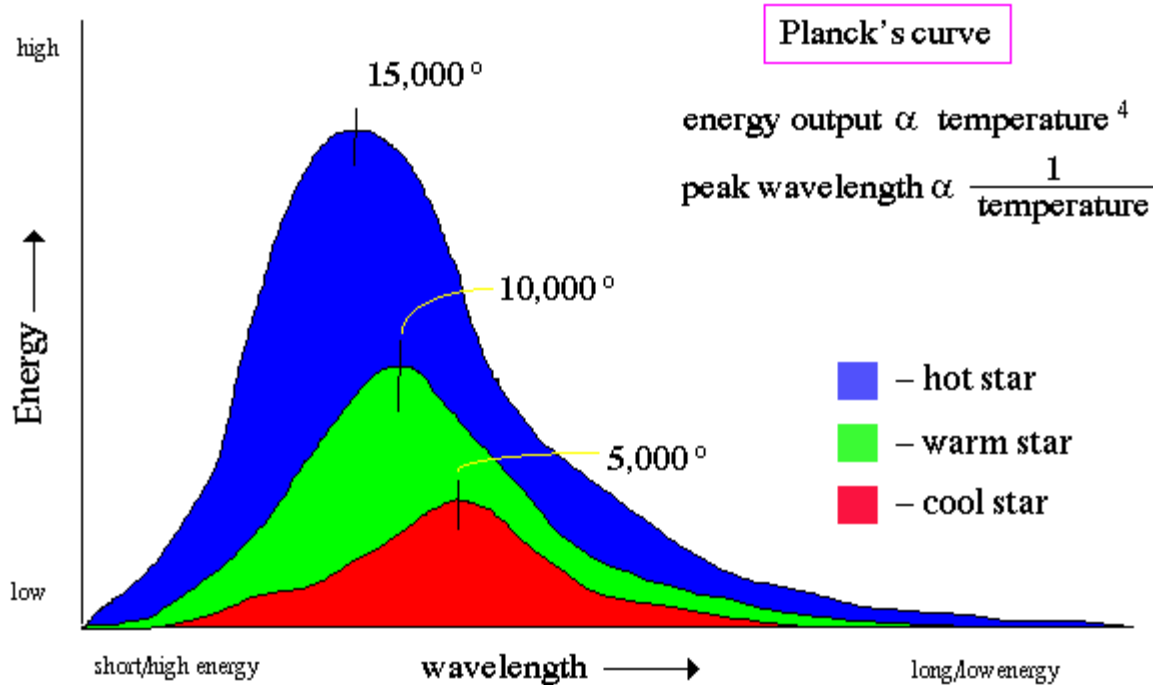
- Qualquer corpo em equilíbrio termodinâmico emitirá fótons com uma distribuição de comprimentos de onda dados pela Lei de Planck;
- Esta radiação é conhecida como *radiação de corpo negro*

# Radiação de Corpo Negro: Lei de Planck





# Porque não vemos estrelas Verdes ou Rosadas?



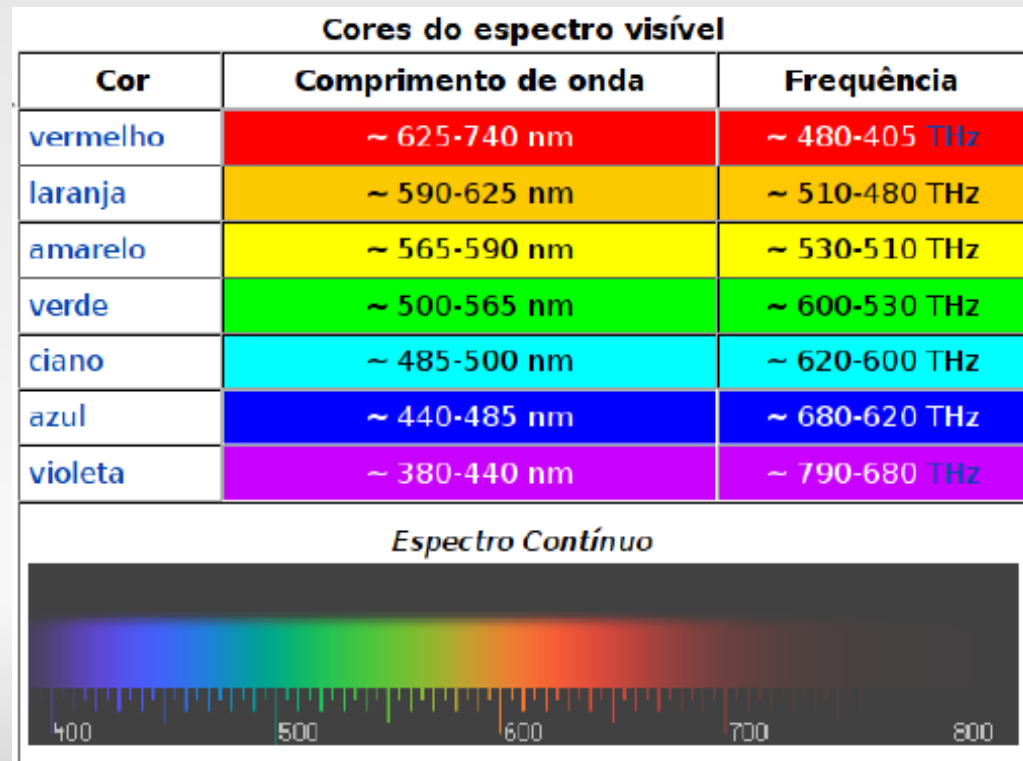
O que é cor?

# Cores

A cor é uma percepção visual provocada pela ação de um feixe de fótons sobre células da retina, que transmitem a informação para o sistema nervoso.

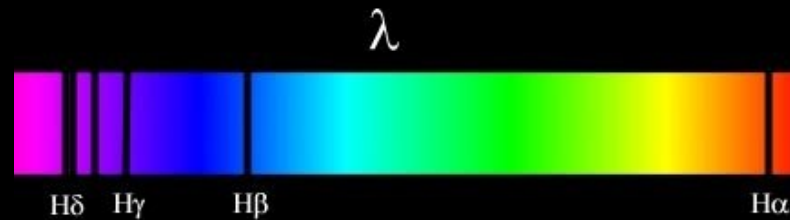
A cor de um material é determinada pelas médias de frequência dos pacotes de onda que as suas moléculas constituintes refletem. Um objeto terá determinada cor se não absorver justamente os raios correspondentes à frequência daquela cor.

Assim, um objeto é vermelho se absorve preferencialmente as frequências fora do vermelho.



# Espectroscopia

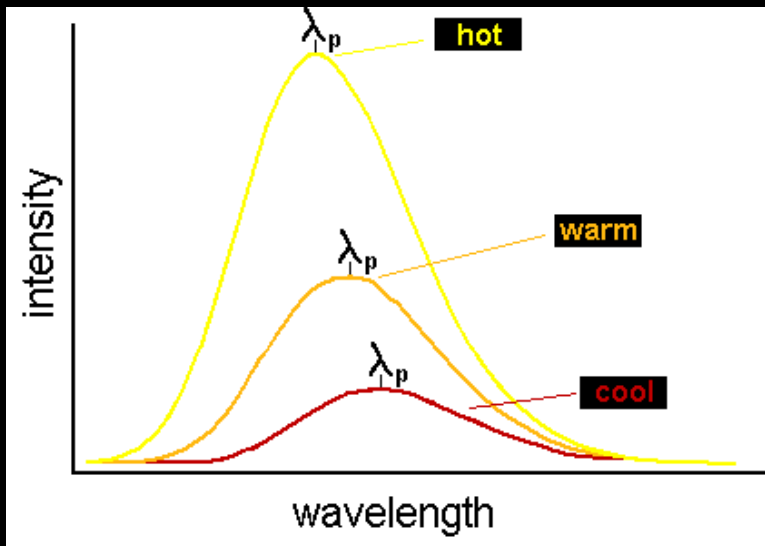
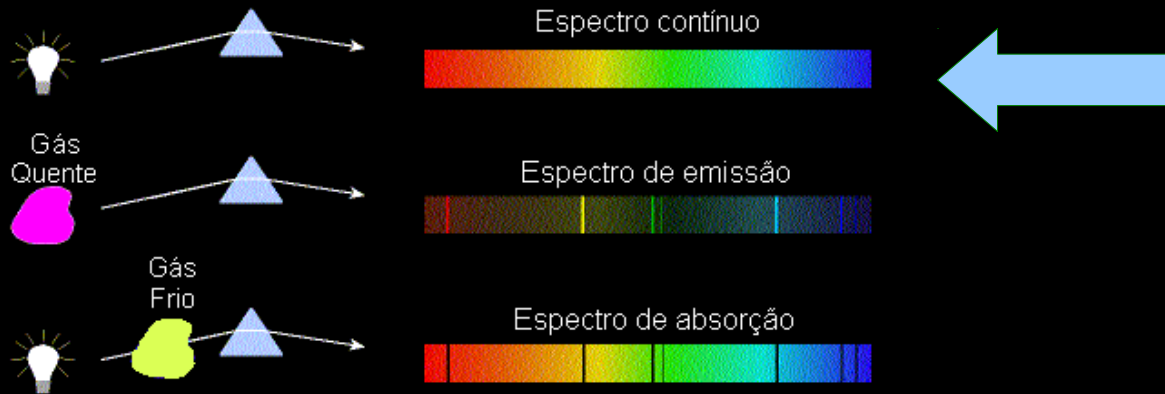
“Espectroscopia é o estudo da luz através de suas componentes, que aparecem quando a luz passa através de um prisma ou de uma rede de difração”



À intensidade da luz em diferentes comprimentos de onda, chamamos de espectro.

Quase todas as informações sobre as propriedades físicas de um objeto podem ser obtidas a partir de seu espectro.

# Espectroscopia

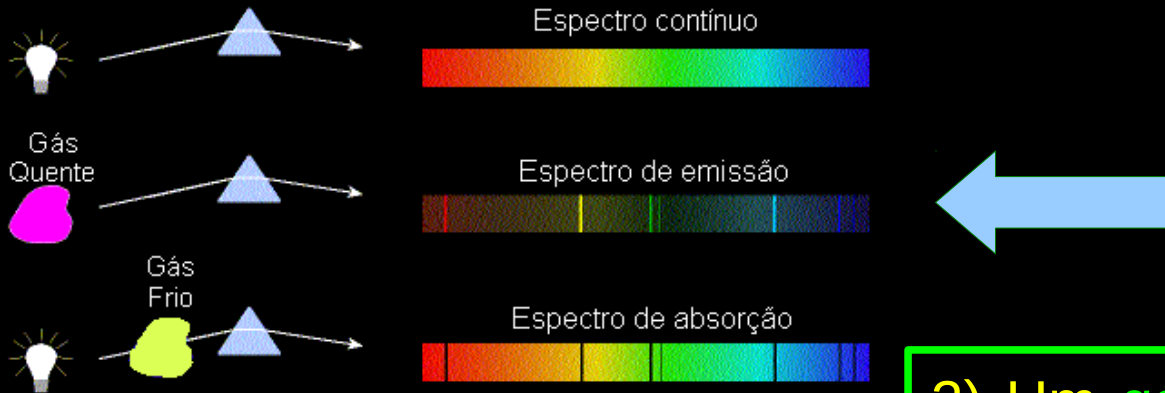


1) Um corpo opaco quente, sólido, líquido ou gasoso, emite um espectro contínuo.

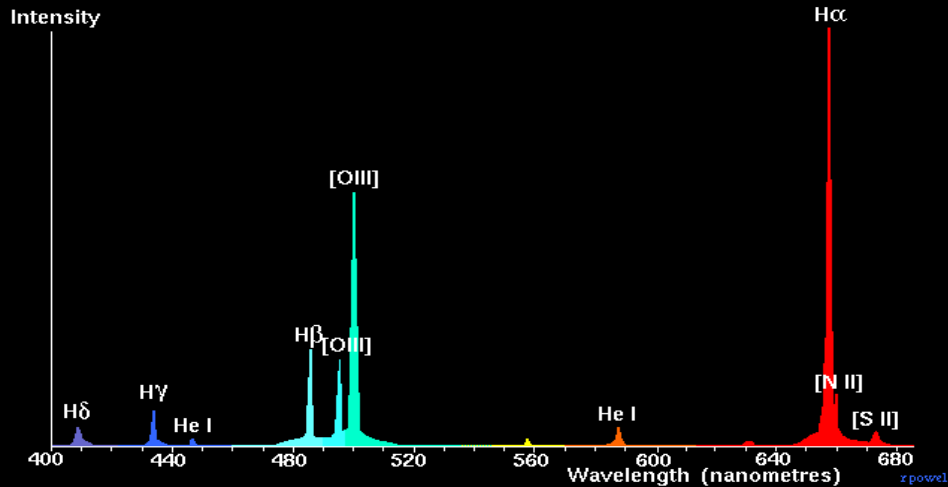
Filamento de uma lâmpada incandescente;  
Lava de um vulcão;

# Espectroscopia

## Leis de Kirchhoff:



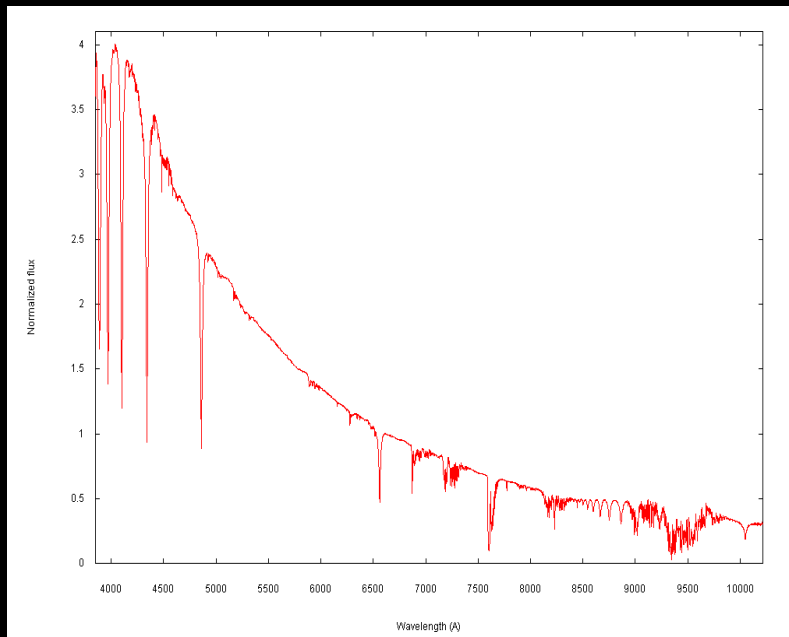
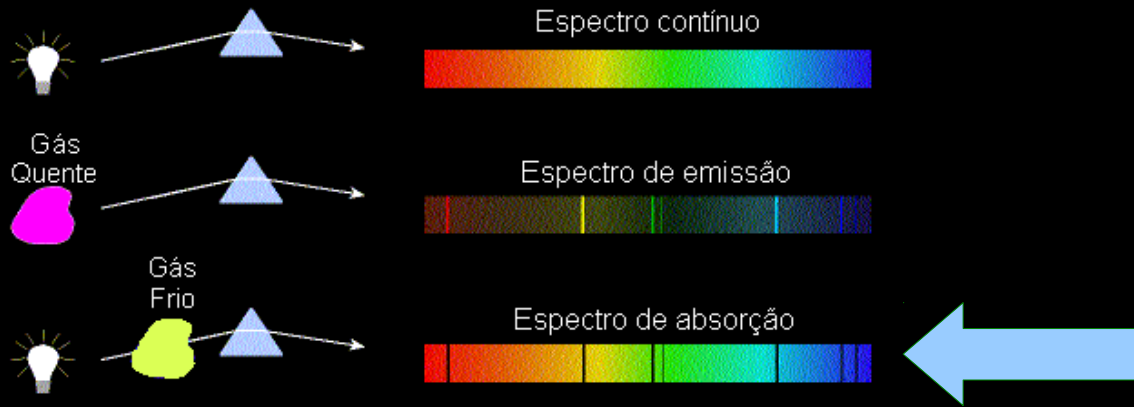
2) Um gás transparente produz um espectro de linhas de emissão brilhantes. O número e a posição destas linhas depende dos elementos químicos presentes no gás.



Espectro da nebulosa Eta-Carina

Filamento de uma lâmpada fluorescente

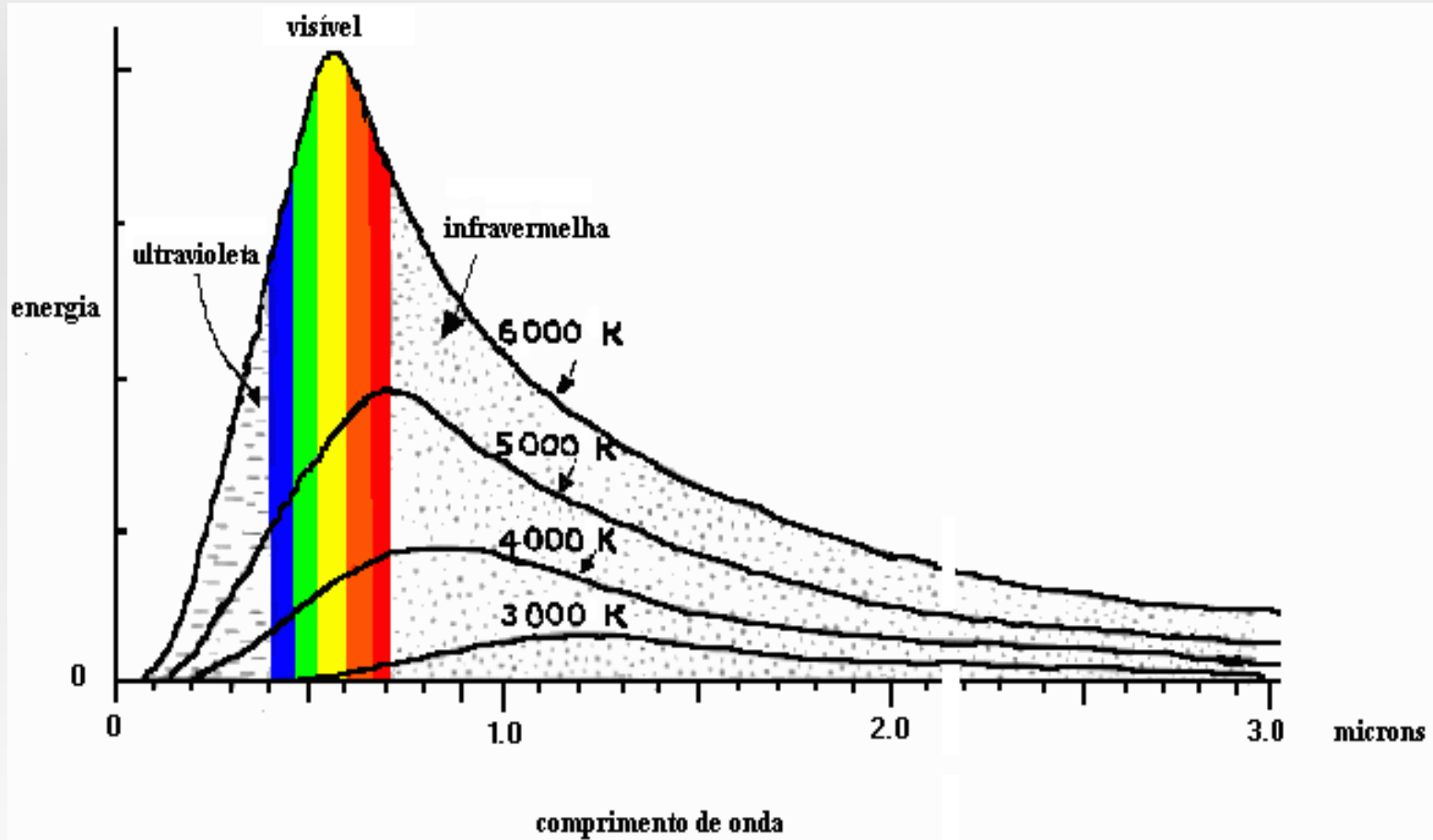
## Leis de Kirchhoff:



3) Se um espectro contínuo passar por um gás à temperatura mais baixa, o gás frio causa a presença de linhas escuras (absorção). O número e a posição destas linhas depende dos elementos químicos presentes no gás.

Sol e sua atmosfera

# Porque não vemos estrelas Verdes ou Rosadas?



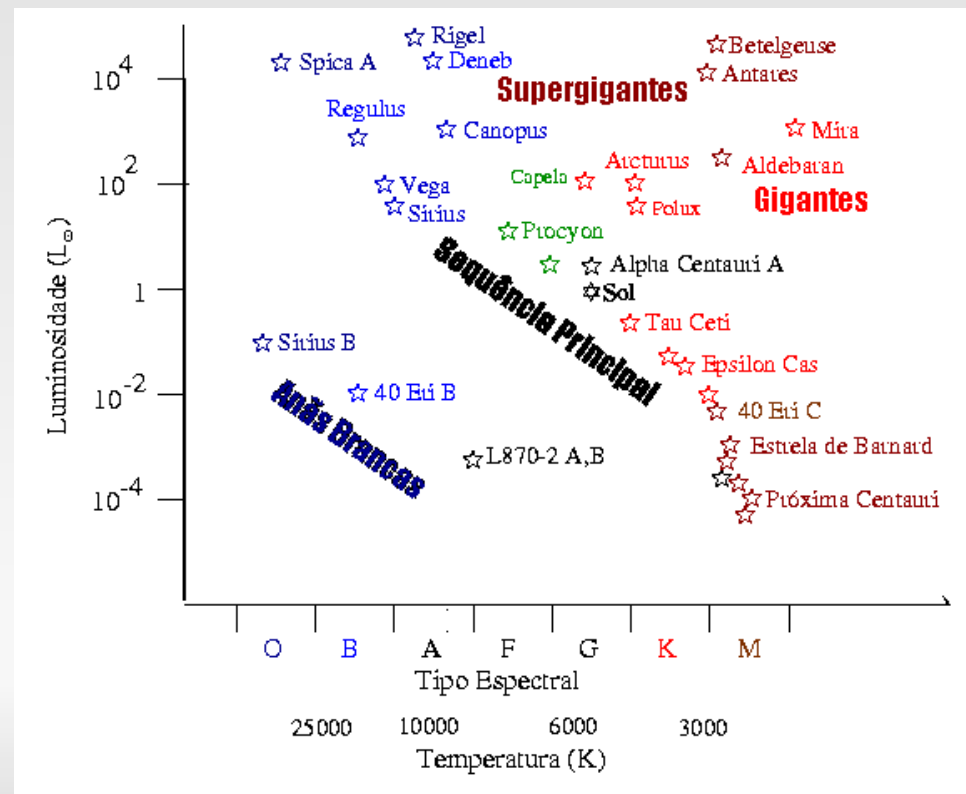
Por que não vemos estrelas verdes?

Clique

# O diagrama HR (Hertzsprung Russell)

- O Diagrama de Hertzsprung-Russell (HR) foi descoberto independentemente;
- Ejnar Hertzsprung, em 1911 (Dinamarquês),
- Henry Norris Russell, em 1913, (EUA)

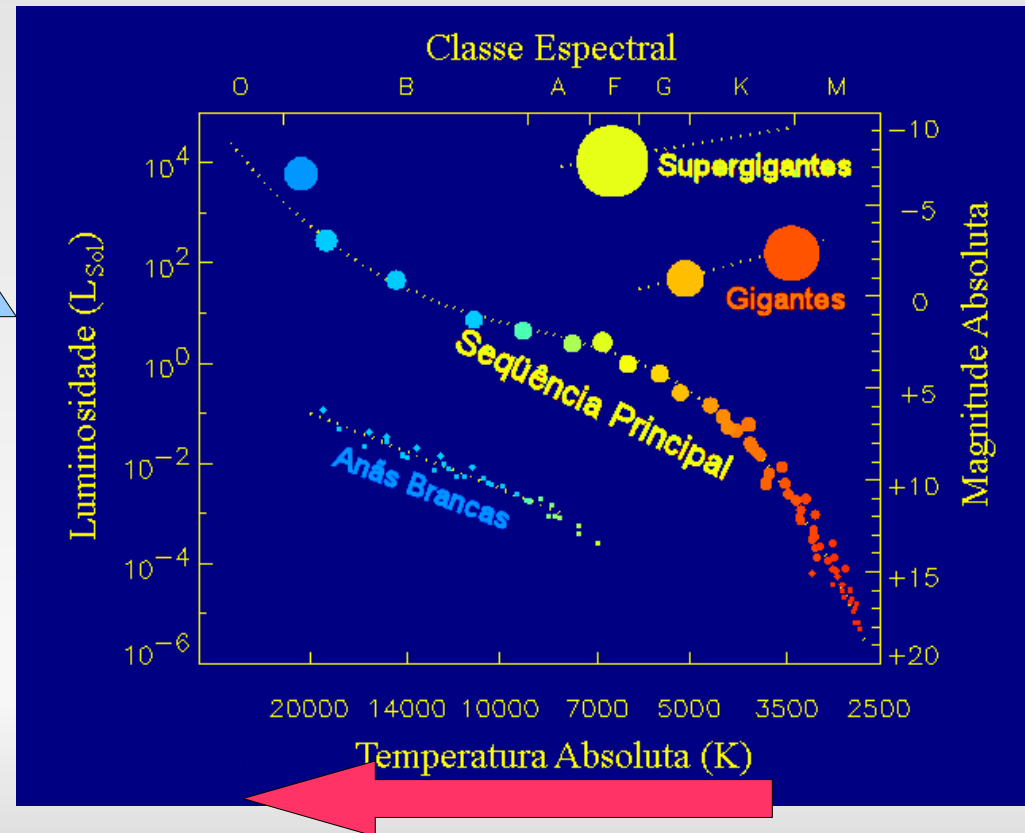
– É relação existente entre a luminosidade de uma estrela e sua temperatura superficial.



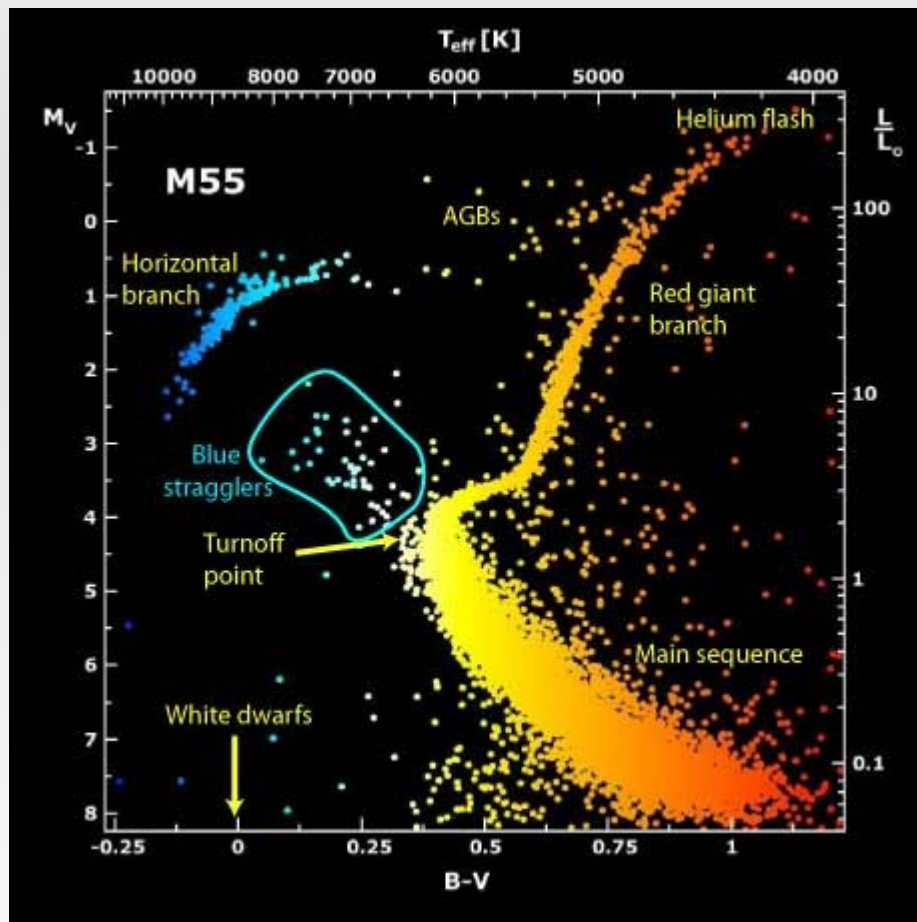


# O diagrama HR (Hertzsprung Russel)

- **Seqüência Principal:** estrelas mais massivas são mais quentes e mais luminosas. As estrelas da SP têm, por definição, classe de luminosidade V, e são chamadas de anãs. **Desde estrelas quentes e muito luminosas até estrelas frias e pouco luminosas.**
- **Gigantes:** **estrelas frias e luminosas.** Pertencem à classe de luminosidade II ou III.
- **Supergigantes:** classe de luminosidade I.
- **Anãs Brancas:** **estrelas quentes e pouco luminosas**



# O diagrama HR (Hertzsprung Russel)





Estrelas emitem um espectro contínuo com linhas de absorção.

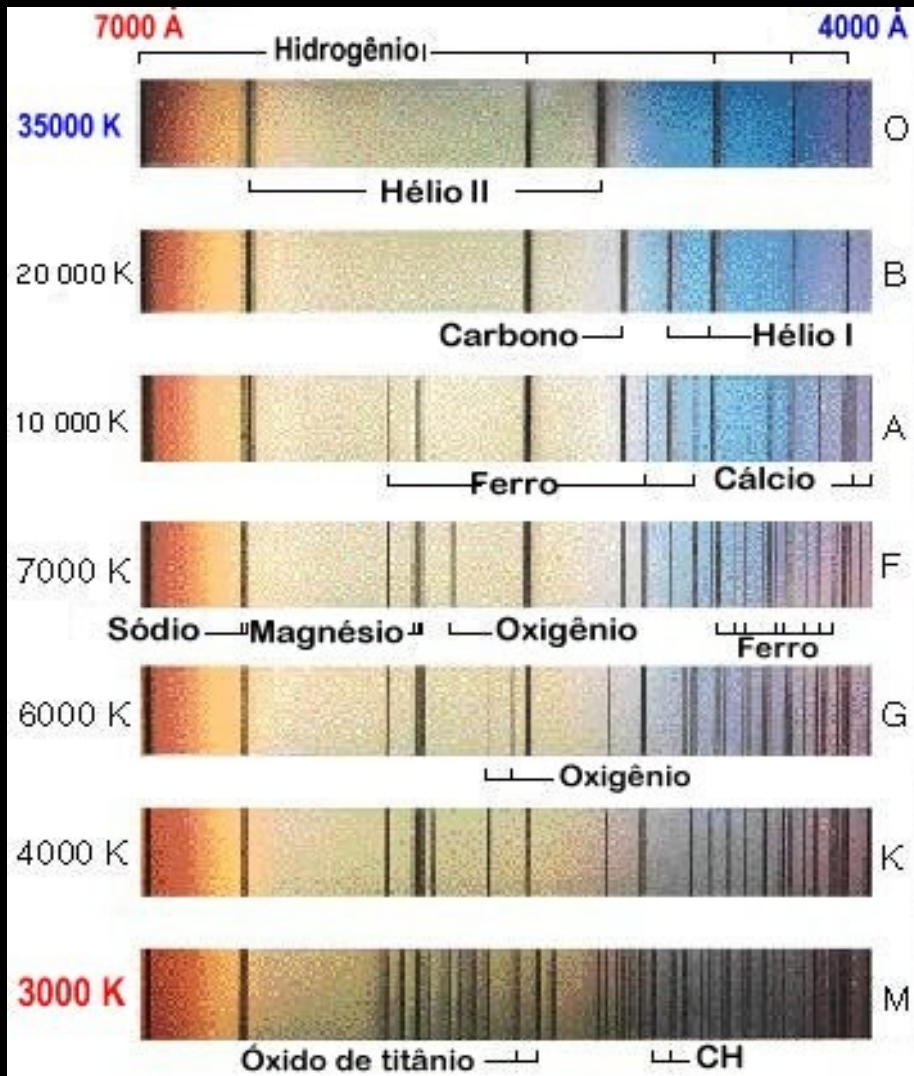
## Contínuo:

- é gerado na sua superfície visível (fotosfera)
- tem forma similar à de um corpo negro com a temperatura da fotosfera.
- a cor de uma estrela depende de sua temperatura (Lei de Wien);  
estrelas quentes parecem azuis ( $T=10\ 000-50\ 000\ K$ );
- estrelas "mornas" parecem amareladas ( $T\sim 6000K$ );
- estrelas frias parecem vermelhas ( $T\sim 3000K$ );

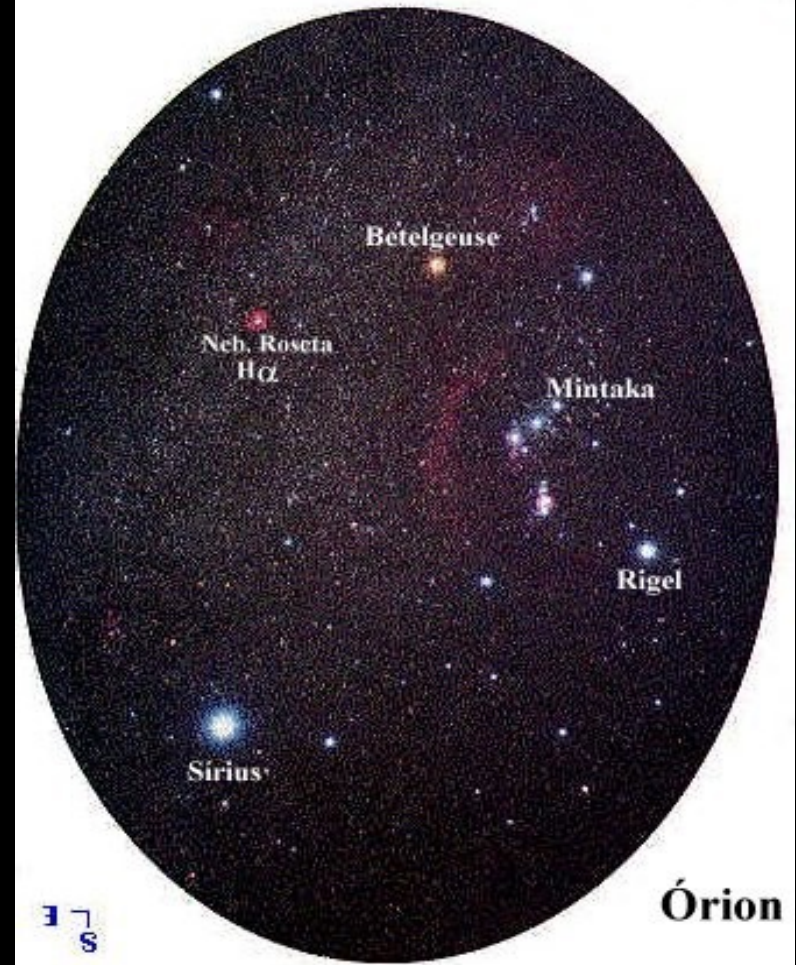
## Linhas de absorção:

- São geradas nas atmosfera fina logo acima da fotosfera;
- Sua presença depende dos elementos ali presentes e da temperatura da estrela;

# Espectros estelares: Classificação espectral



Oh! Be A Fine Girl, Kiss Me!



Exemplos de tipos: <http://www.astronomy.ohio-state.edu/~pogge/Ast162/Unit1/SpTypes/index.html>



Aproximadamente em 1900 - Annie Jump Cannon: classificou os espectros de 225 000 estrelas até magnitude 9. Publicou a classificação no Henry Draper Catalogue, entre 1918 e 1924.

## Aspectos principais da classificação:

- Baseia-se nas intensidades relativas das linhas de absorção presentes essa intensidade está associada à temperatura da estrela, logo é uma classificação de temperatura;
- Em ordem decrescente de temperatura, as classes espectrais são: O, B, A, F, G, K, M;
- Cada classe se subdivide em 10: de 0 a 9 (... , A0,A1,A2,...,A9,F0,F1,..) sendo 0 a mais quente dentro da classe e 9 a mais fria.

Baseia-se nas larguras das linhas de absorção do espectro. que dependem fortemente da gravidade superficial, diretamente relacionada à luminosidade pelo raio

Linhas de absorção são sensíveis à pressão do gás:

Ficam mais largas conforme a pressão aumenta.

Estrelas grandes têm pressão menor.

Estrelas pequenas têm pressão maior.

$$g = \frac{GM}{R^2}$$

Portanto:

Estrelas *grandes* têm linhas de absorção *estreitas* .

Estrelas *pequenas* têm linhas de absorção *alargadas* .

Estrelas grandes são mais brilhantes à mesma temperatura que um estrela pequena

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

Ia - supergigantes superluminosas. Exemplo: Rigel (B8Ia)

Ib - supergigantes. Exemplo: Betelgeuse (M2Iab)

II - gigantes luminosas. Exemplo: Antares (MII)

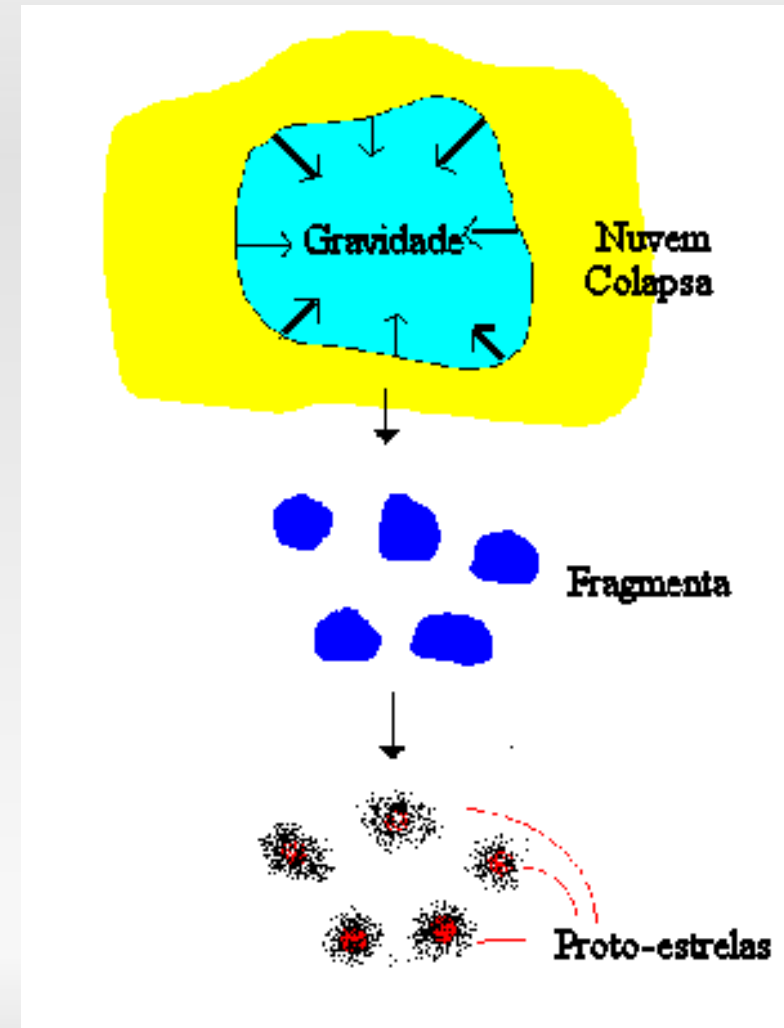
III - gigantes. Exemplo: Aldebarã (K5III)

IV - subgigantes. Exemplo: Acrux (Crucis - B1IV)

V - anãs (seqüência principal). Exemplo: Sol (G2V)

# Aglomerados Estelares

- As estrelas de um aglomerado estelar formam-se da mesma nuvem de gás e portanto tem a mesma idade, a mesma composição química e a mesma distância.
- Aglomerados abertos
- Aglomerados globulares





# Aglomerados Abertos

- Têm dezenas à centenas de estrelas.



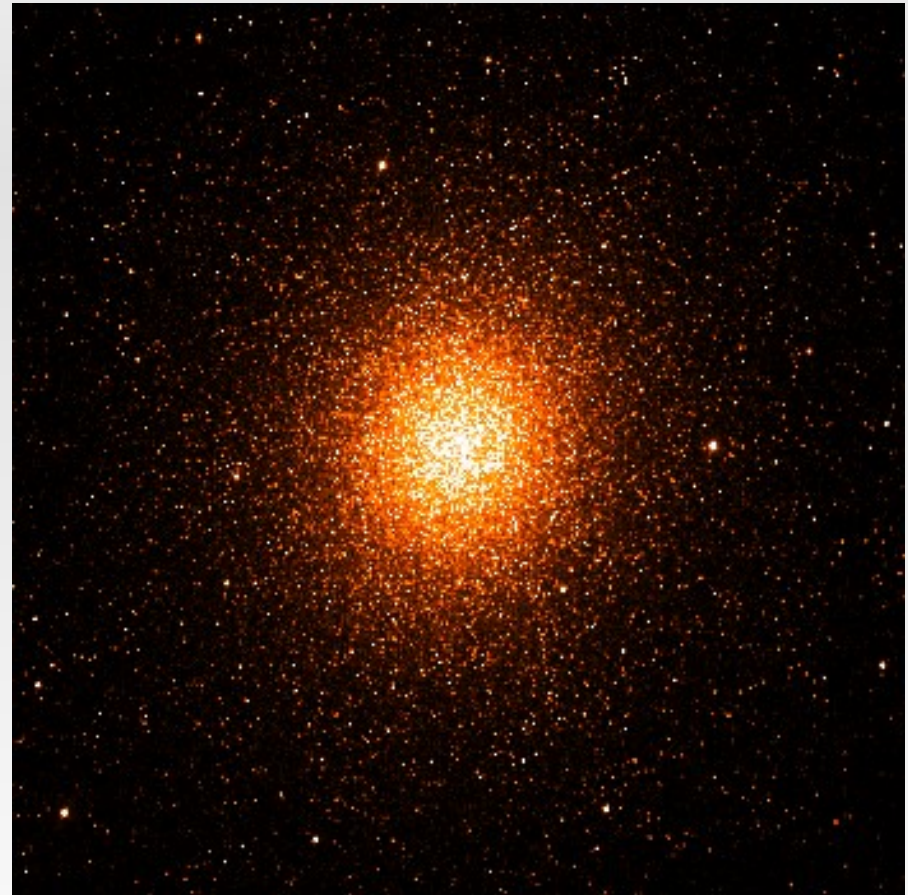
Plêiades (440 anos luz)

# Aglomerados Globulares

- Centenas de milhares de estrelas
- ~160 globulares na nossa galáxia.



M80 - 33 mil AL



Omega Centauri (NGC5139) 16 mil AL

# Distâncias espectroscópicas

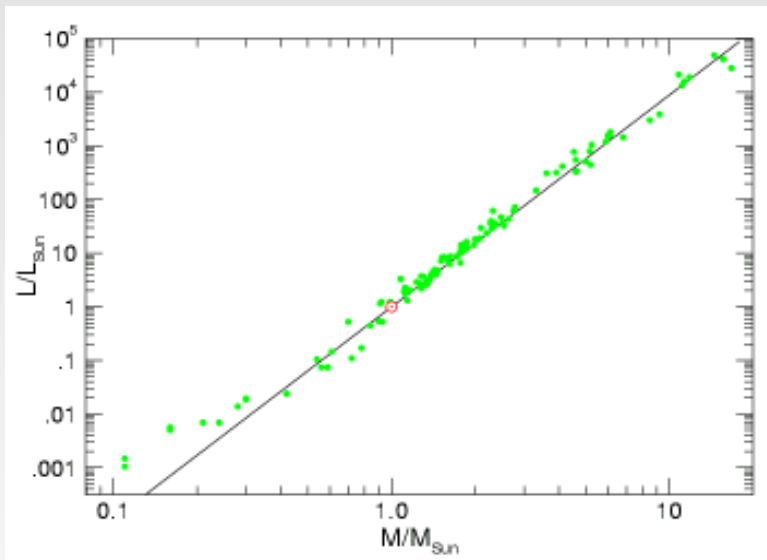
- através do espectro ou do índice de cor, estima-se o Tipo espectral
- através do tipo espectral, encontra-se no diagrama HR a Luminosidade correspondente
- comparando Luminosidade com a magnitude aparente determina a distância pelo módulo de distância

$$(m - M) = -5 + 5 \log d \longrightarrow d = 10^{(m - M + 5)/5}$$

- Esta maneira de se obter as distâncias das estrelas, a partir do seu tipo espectral e da sua classe de luminosidade, é chamada método das *paralaxes espectroscópicas*.

# A Relação Massa-Luminosidade

- As massas das estrelas podem ser determinadas no caso de estrelas binárias, aplicando-se a Terceira Lei de Kepler.
- Essas observações têm mostrado que as massas das estrelas aumentam de baixo para cima ao longo da seqüência principal



$$M \geq 3M_{\odot} \longrightarrow L \propto M^3$$

$$3M_{\odot} \geq M \geq 0,5M_{\odot} \longrightarrow L \propto M^4$$

$$M \leq 0,5M_{\odot} \longrightarrow L \propto M^{2,5}$$

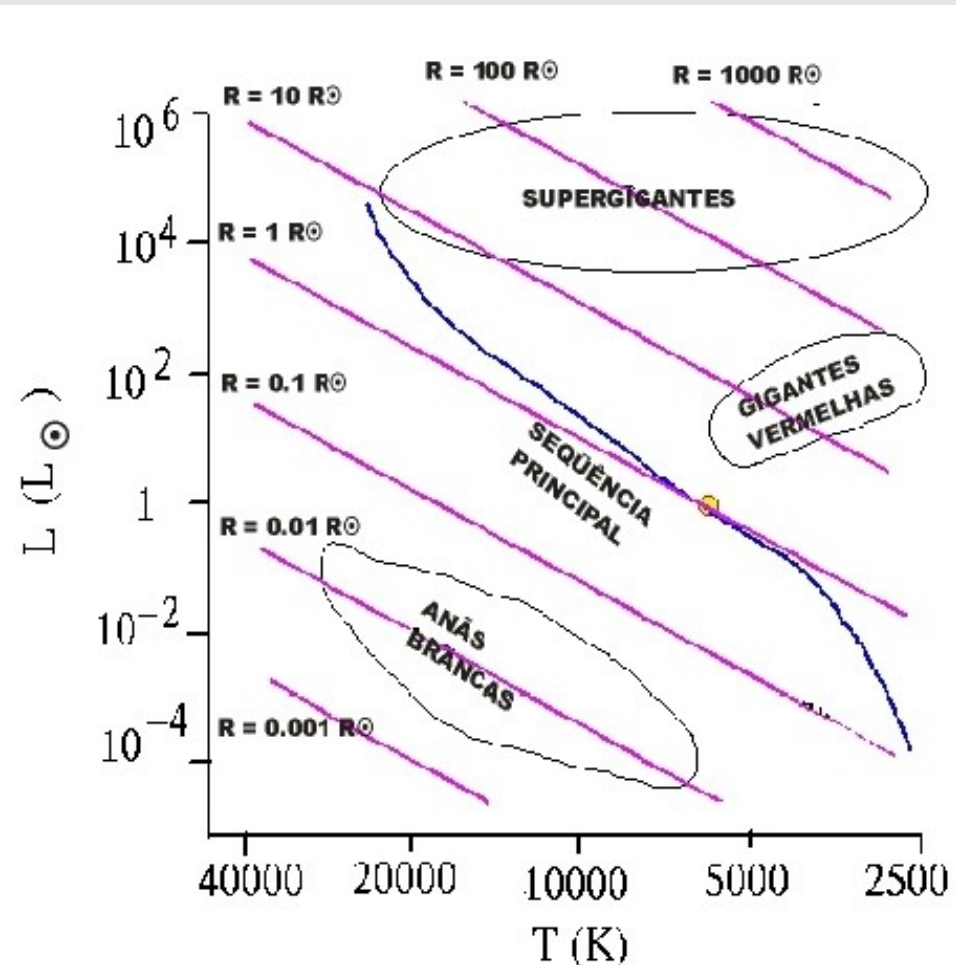
Em média:  $L \propto M^3$

- As massas das estrelas variam entre 0,08 e 100 (140) massas solares, ao passo que as luminosidades das estrelas variam entre  $10^{-4}$  e  $10^6$  vezes a luminosidade do sol.

# Extremos de luminosidade, raios e densidades

- A luminosidade de uma estrela é proporcional à sua temperatura efetiva na 4ª potência e ao seu raio ao quadrado.

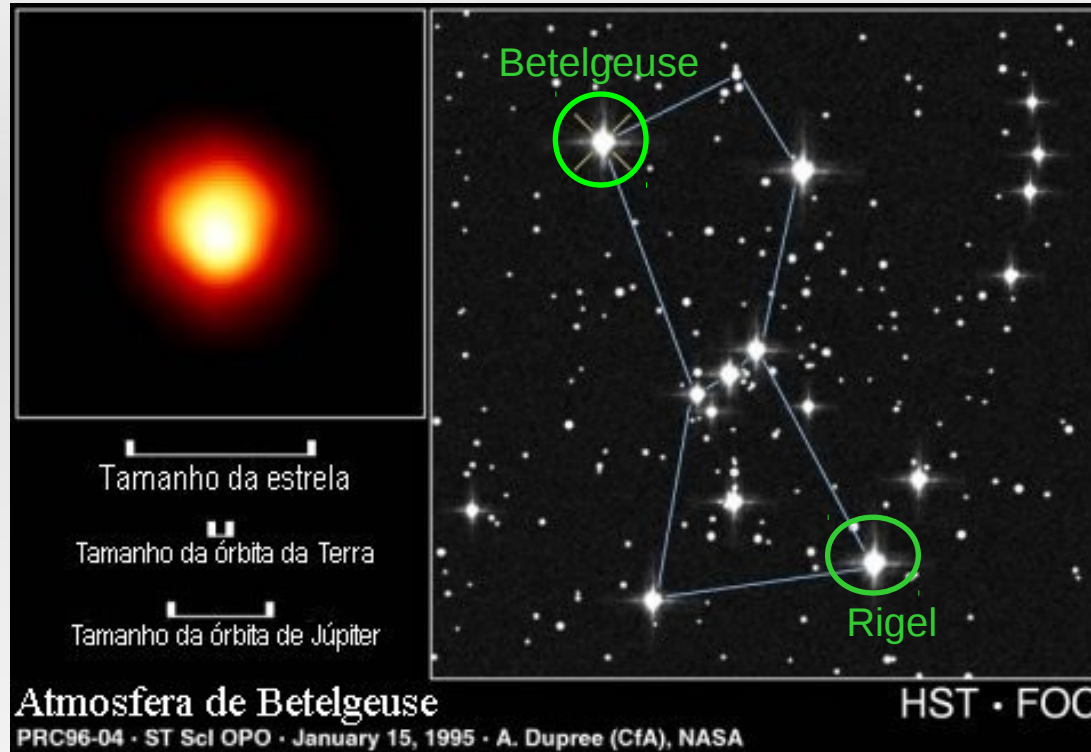
$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{ef}^4$$



# Extremos de luminosidade, raios e densidades

- **Sequência Principal:** A maioria das estrelas (85%), incluindo o Sol, se encontram na **Sequência Principal**.
  - $L=10^{-2}$  a  $10^6 L_{\text{Sol}}$
  - $T=2500$  a  $> 50000$  K
  - $R=0.1$  a  $10 R_{\text{Sol}}$
- **Gigantes :** Grandes mas frias com um grande intervalo de luminosidades
  - $R = 10$  a  $100 R_{\text{Sol}}$
  - $L = 10^3$  a  $10^5 L_{\text{Sol}}$
  - $T < 5000$  K
- **Supergigantes:** São as estrelas maiores, no topo do diagrama HR, com grande intervalo de temperatura efetiva mas relativamente pequeno intervalo de luminosidade
  - $R \sim 10^3 R_{\text{Sol}}$
  - $L = 10^5$  a  $10^6 L_{\text{Sol}}$
  - $T = 3000$  a  $50000$  K
  - $\rho \sim 10^{-7} \rho_{\text{Sol}}$

# Extremos de luminosidade, raios e densidades



- **Betelgeuse**, a segunda estrela mais brilhante da constelação do Órion (a mais brilhante é Rigel a 800 a.l.) está a uma distância de cerca de 600 anos-luz. Sua luminosidade é 14 000 vezes maior que a do Sol, embora tenha somente 20 vezes sua massa. Seu raio é de cerca de 1000 vezes o raio do Sol.

# Extremos de luminosidade, raios e densidades

- **Anãs vermelhas e anãs marrons:** As estrelas anãs vermelhas são muito menores e mais compactas do que o Sol.
  - $T \sim 2700 \text{ K}$
  - $M_{\text{bol}} = + 13$
  - $R \sim 1/10 R_{\text{Sol}}$
  - $M \sim 1/10$  da massa do sol,
  - $\rho \sim 100 \rho_{\text{Sol}}$
- **Anãs brancas:** Estrelas quentes mas pouco luminosas que ocupam o canto inferior esquerdo do diagrama HR. Elas são muito mais fracas do que as estrelas da SP de mesma temperatura. **Pela relação luminosidade-raio-temperatura, elas devem portanto ser muito menores do que as estrelas de mesma temperatura da SP.**
  - $R \sim 0.01 R_{\text{Sol}}$  (~Tamanho da Terra!)
  - $\rho \sim 10^7 \rho_{\text{água}}$

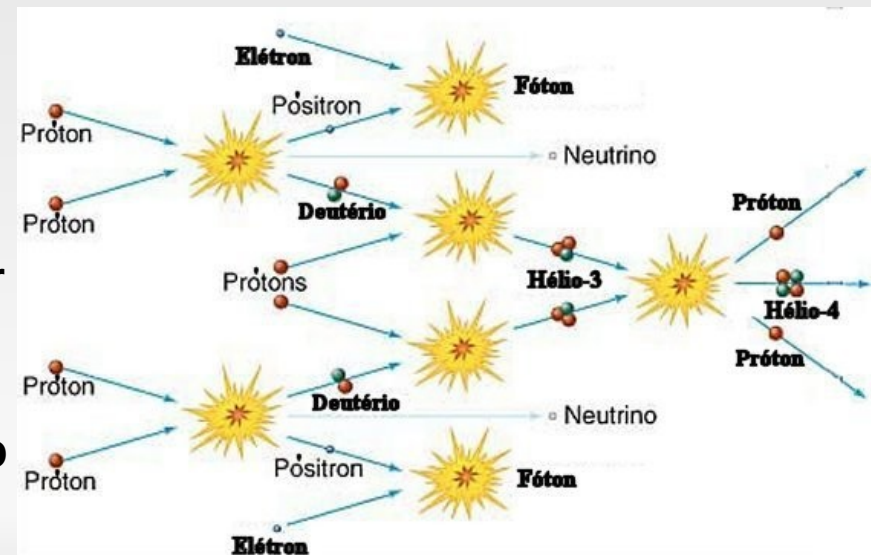


# Por que as estrelas brilham?

- **As estrelas brilham porque são quentes.**
  - Emitem radiação térmica (radiação de corpo negro)
  - O calor "vaza" através de suas fotosferas
- **Luminosidade = taxa de perda de energia**
- **Para permanecerem quentes as estrelas precisam repor a energia perdida, do contrário esfriariam.**

- **Duas fontes de energia disponíveis:**

- 1) **contração gravitacional (durante algum tempo...)**
- 2)  **fusão termonuclear (a maior parte do tempo): 4 núcleos de hidrogênio (4 prótons) se fundem para formar 1 núcleo de hélio.**



# Tempo de vida das estrelas

- O tempo de vida de uma estrela é a razão entre a energia que ela tem disponível e a taxa com que ela gasta essa energia, ou seja, sua luminosidade.
- Como a luminosidade da estrela é tanto maior quanto maior é a sua massa, resulta que o tempo de vida é controlado pela massa da estrela: **quanto mais massiva a estrela, mais rapidamente ela gasta sua energia, e menos tempo ela dura.**

# Tempo de vida do Sol

- **Constante solar = energia/segundo/área que chega à Terra = 1367 watts/m<sup>2</sup>.**
  - **Distância Terra-Sol = 150 milhões de quilômetros. Isso leva a:**
- **Luminosidade do Sol = 3,9 x 10<sup>26</sup> watts!**
  - **Para manter essa luminosidade:**
    - 600 milhões de toneladas de H convertidas em He a cada segundo
    - Dessas 600, aproximadamente 4 (=0,7% de 600) são convertidas em energia
- **Quanta energia o Sol tem disponível?**
  - O Sol contém 2 x 10<sup>21</sup> milhões de toneladas de H
  - Apenas 10% da massa do Sol (a região do núcleo) é quente o suficiente para a fusão ocorrer

**Logo:**

- $E = 0,007(\%) \times 10(\%) \times 10^{30} \text{ kg} \times (3 \times 10^8 \text{ m/s})^2 = 1,26 \times 10^{44} \text{ J}.$

**Juntando tudo, encontramos:**

- **Tempo de vida = 1,26 x 10<sup>44</sup> J / 3,9 x 10<sup>26</sup> J/s = aproximadamente 10 bilhões de anos**



# Tempo de vida para as demais estrelas

- Tempo de vida = Energia interna/ Luminosidade
- **Energia interna:**
  - Energia nuclear:  $E_N \sim M c^2$
- **Luminosidade:**
  - Em geral:  $L \sim M^3$
- Portanto: tempo de vida  $\sim M^{-2}$
  
- Em relação ao tempo de vida do Sol:
- $t_{\text{est}}/t_{\text{Sol}} = (M_{\text{est}}/M_{\text{Sol}})^{-2}$
- $t_{\text{est}} = (M_{\text{est}}/M_{\text{Sol}})^{-2} \times 10$  bilhões de anos