
Introdução à Astrofísica

Espectroscopia

Rogemar A. Riffel

Radiação de Corpo Negro

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

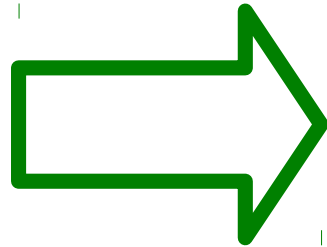
Toda a radiação emitida pelo corpo negro é devido à sua temperatura;

- 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 $E = h\nu$

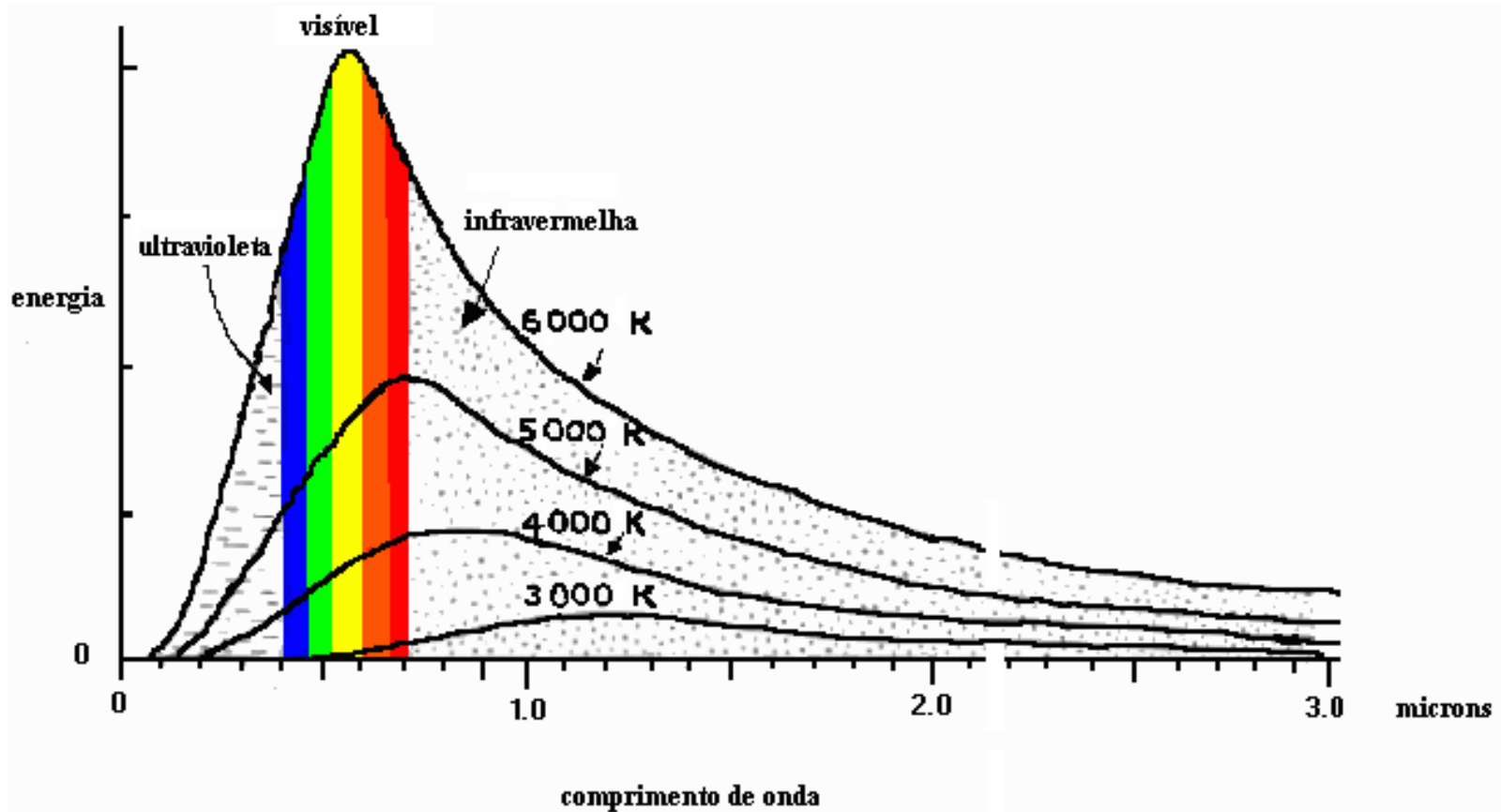
Mecânica Quântica + Mecânica Estatística

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

Lei de Planck;

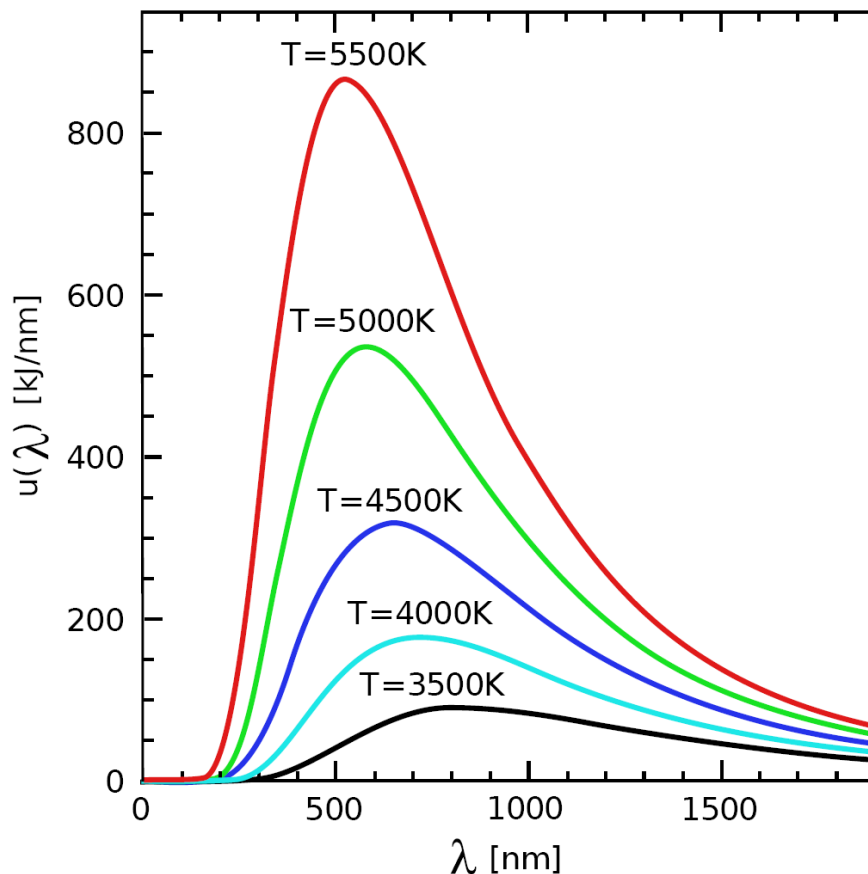
- Qualquer corpo em equilíbrio termodinâmico emitirá fótons com uma distribuição de comprimentos de onda dados pela Lei de Planck;
- Esta radiação é conhecida como *radiação de corpo negro*

Radiação de Corpo Negro: Lei de Planck



Radiação de Corpo Negro: Lei de Wien

O comprimento de onda em que um corpo negro tem o pico da radiação é inversamente proporcional à sua temperatura.

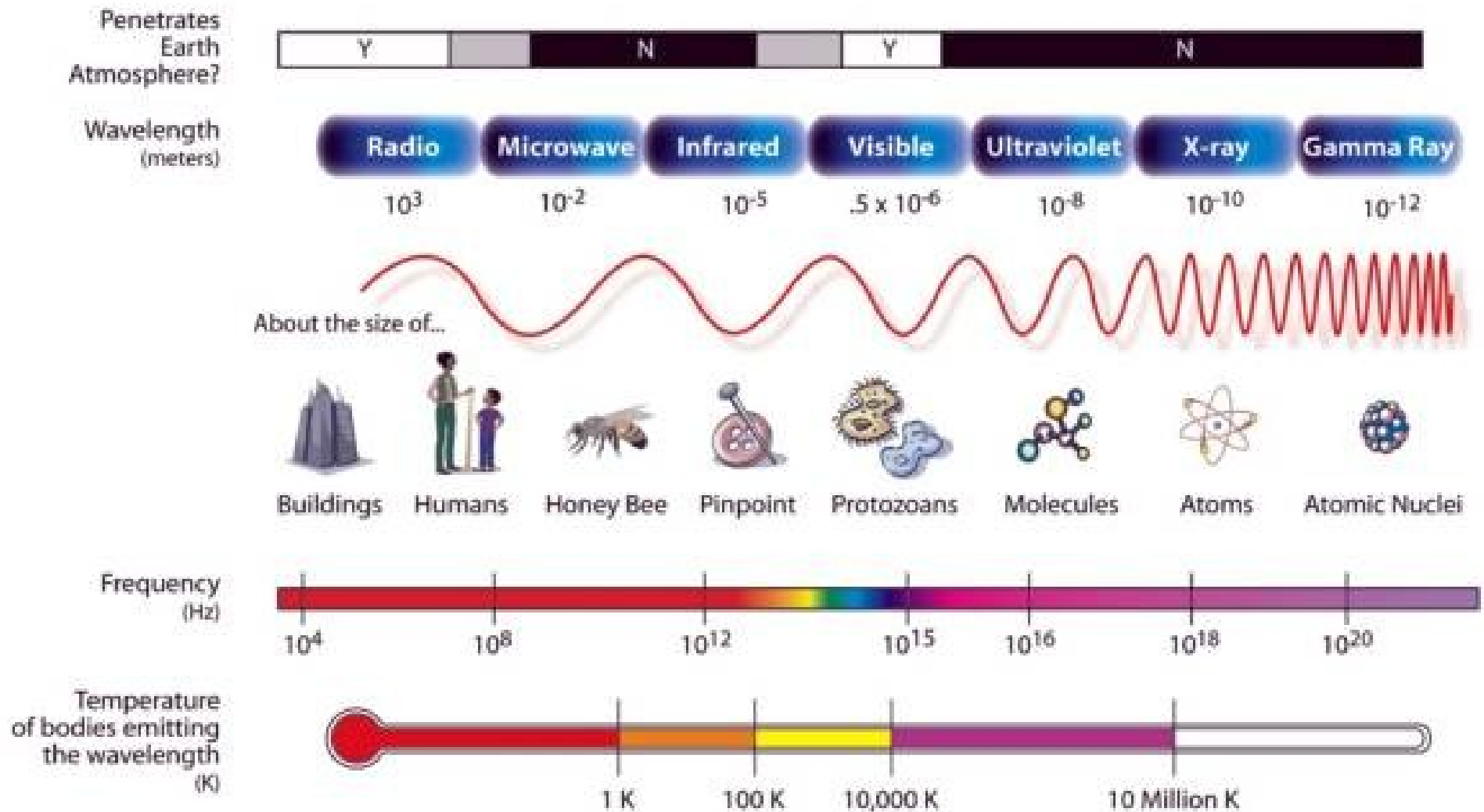


$$\lambda_{\text{max}} T = 0,0028978 \text{ K m}$$

$$\lambda_{\text{max}} = \frac{2897,8 \text{ K } \mu\text{m}}{T}$$

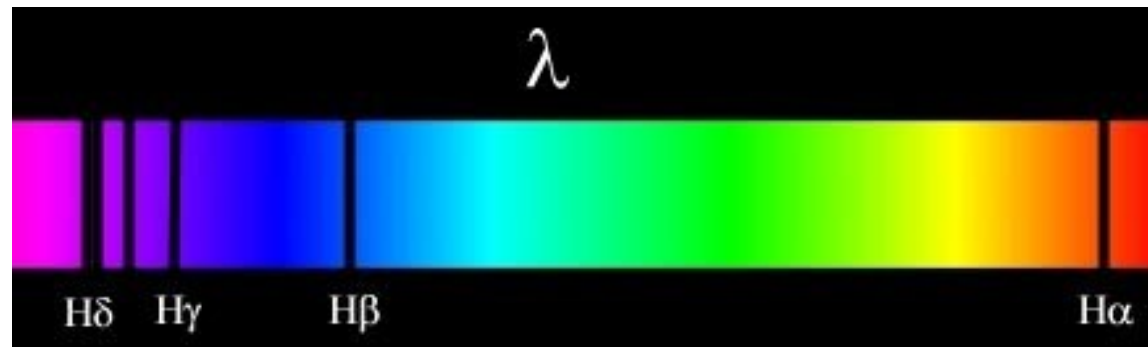
Spectroscopia

THE ELECTROMAGNETIC SPECTRUM



Espectroscopia

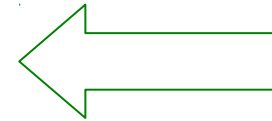
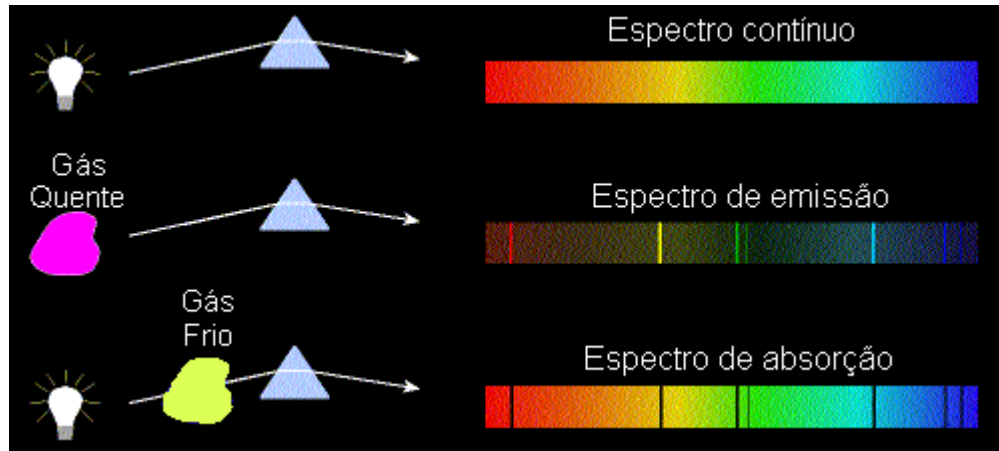
“Espectroscopia é o estudo da luz através de suas componentes, que aparecem quando a luz passa através de um prisma ou de uma rede de difração”



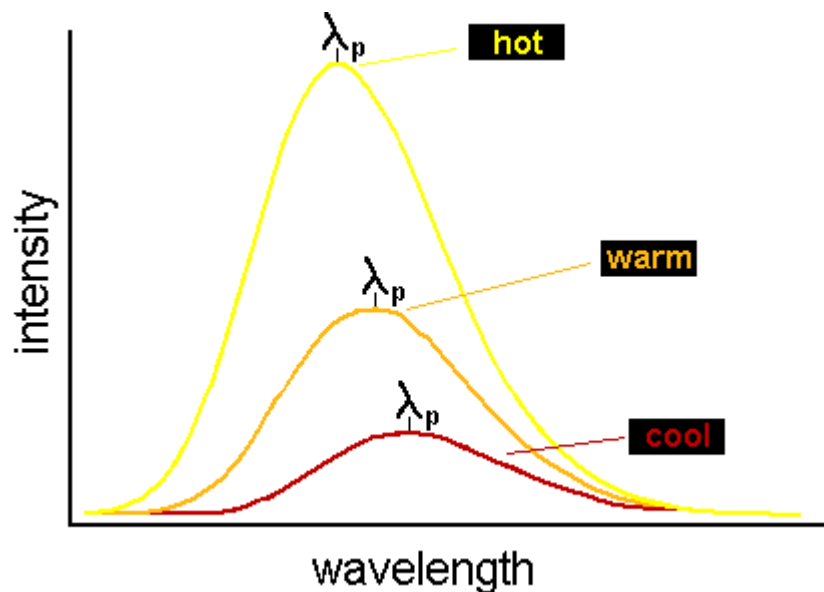
À intensidade da luz em diferentes comprimentos de onda, chamamos de espectro.

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

Espectroscopia



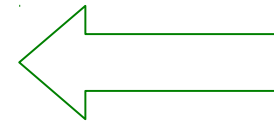
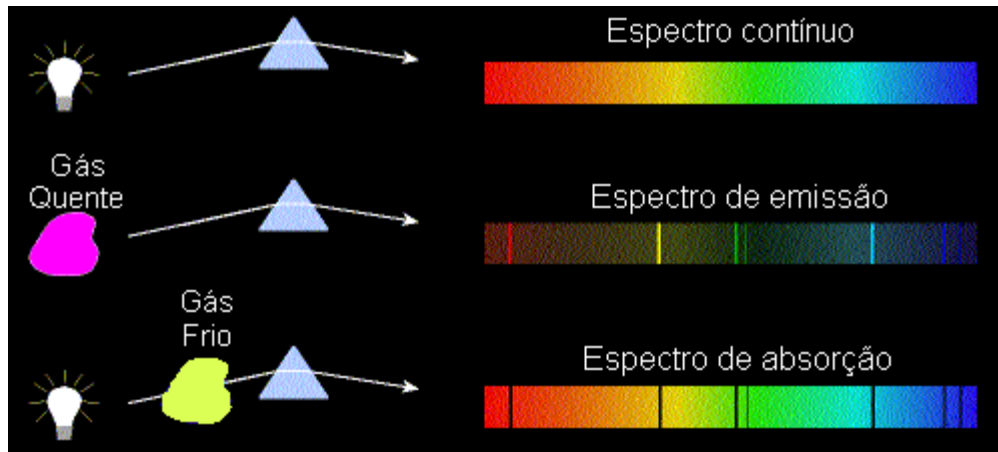
1) Um corpo opaco quente, sólido, líquido ou gasoso, emite um espectro contínuo.



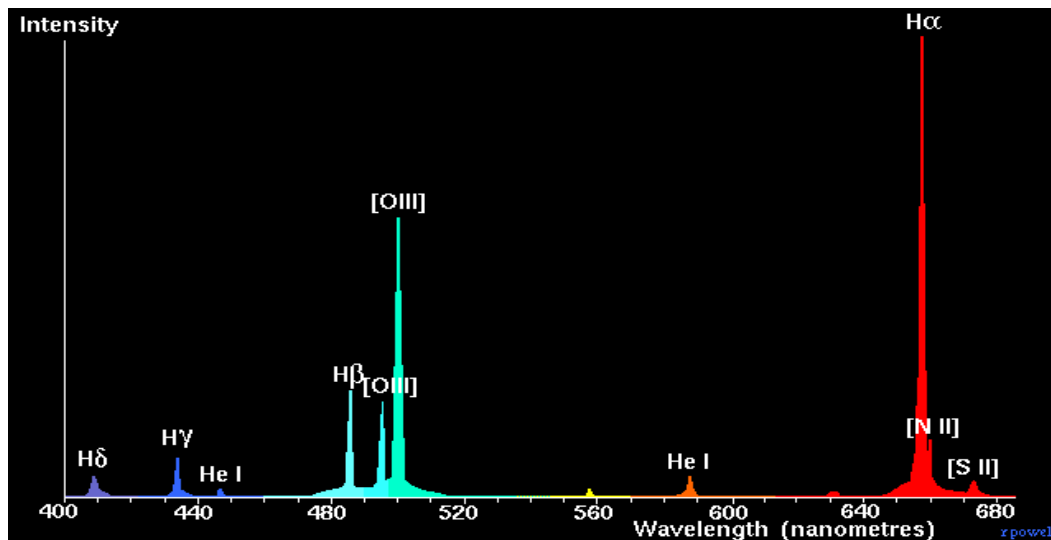
Ex. Filamento de uma lâmpada incandescente;
Lava de um vulcão;
Estrela

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.

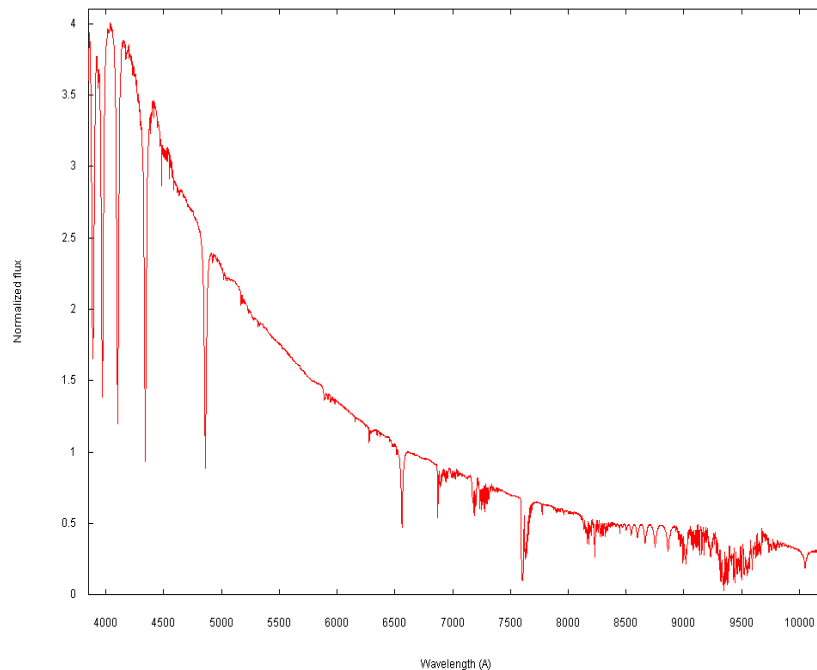
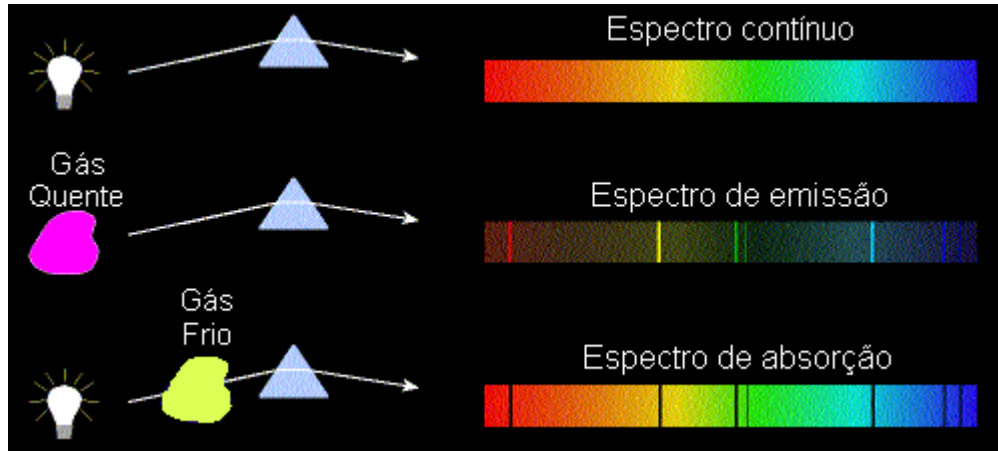


Espectro da nebulosa Eta-Carina

Ex.
Filamento de uma lâmpada
fluorescente

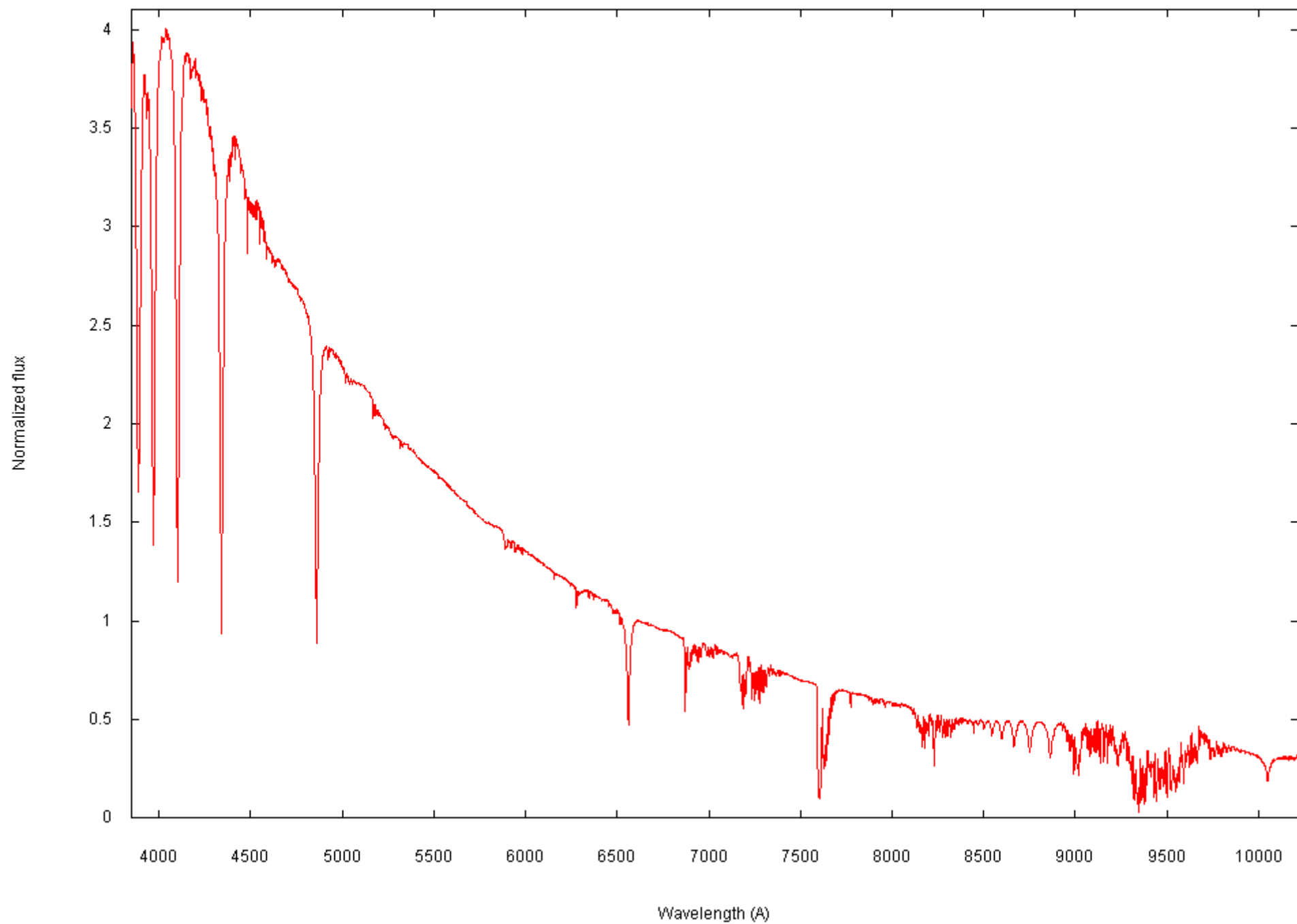
Espectroscopia

Leis de Kirchhoff:

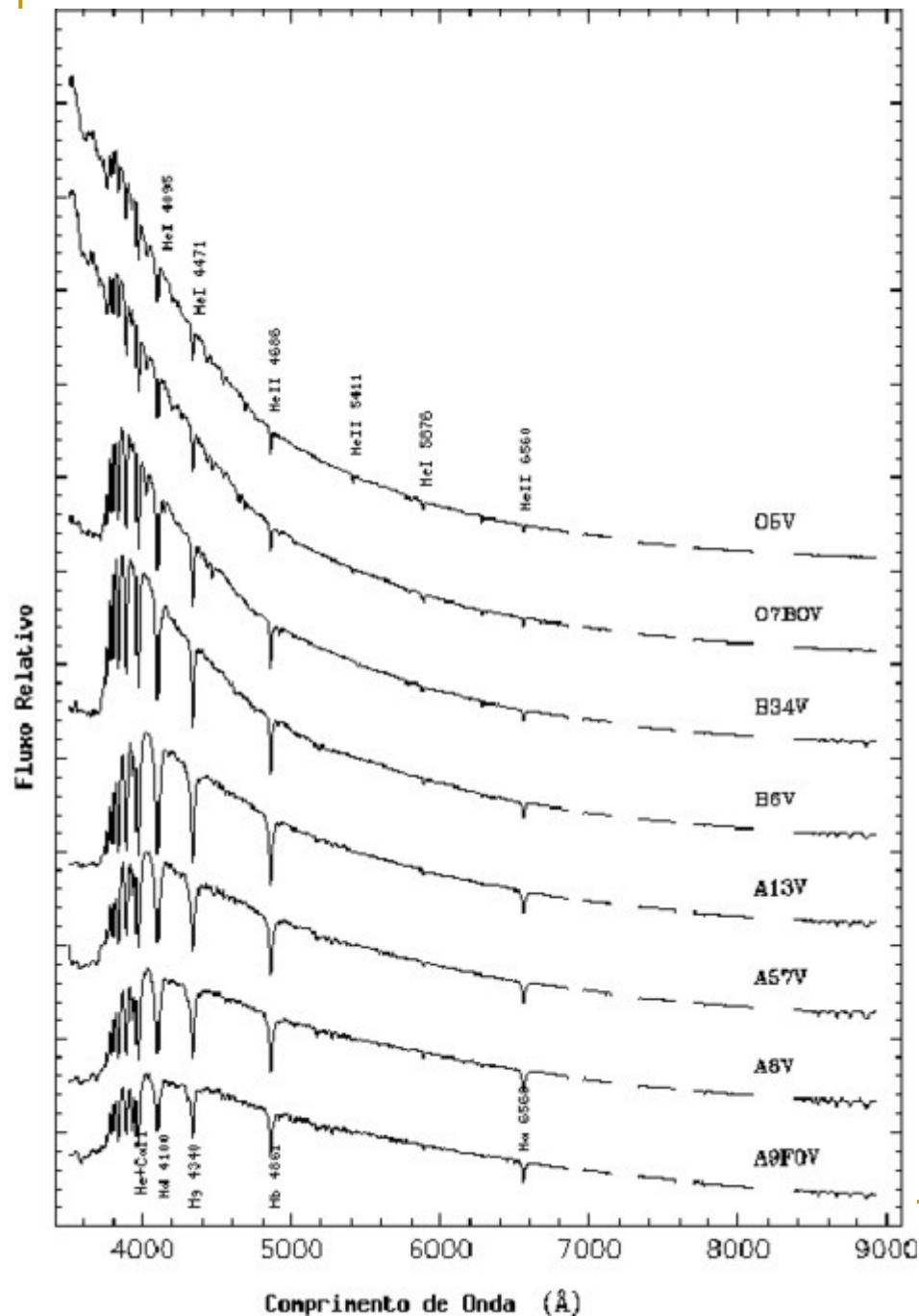


3) Se um espectro contínuo passar por um gás à temperatura mais baixa, o gás frio causa a presença de linhas escuras (absorção). O número e a posição destas linhas depende dos elementos químicos presentes no gás.

**Ex.
Sol e sua atmosfera**



Espectroscopia



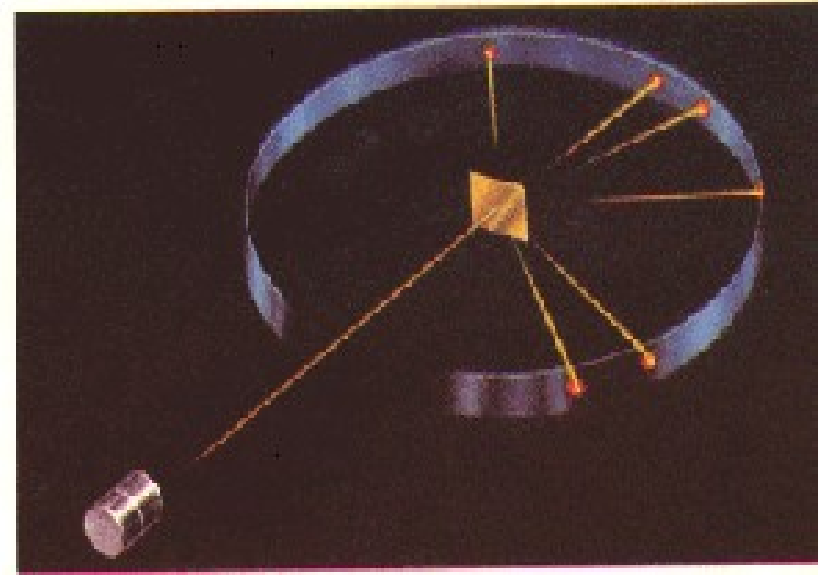
Diferentes tipos de estrelas
Mais Quentes: no topo

**Um espectro contínuo é o
resultado de diversos espectros de
linha superpostos!**

Espectro de linhas: como se formam as linhas espectrais?

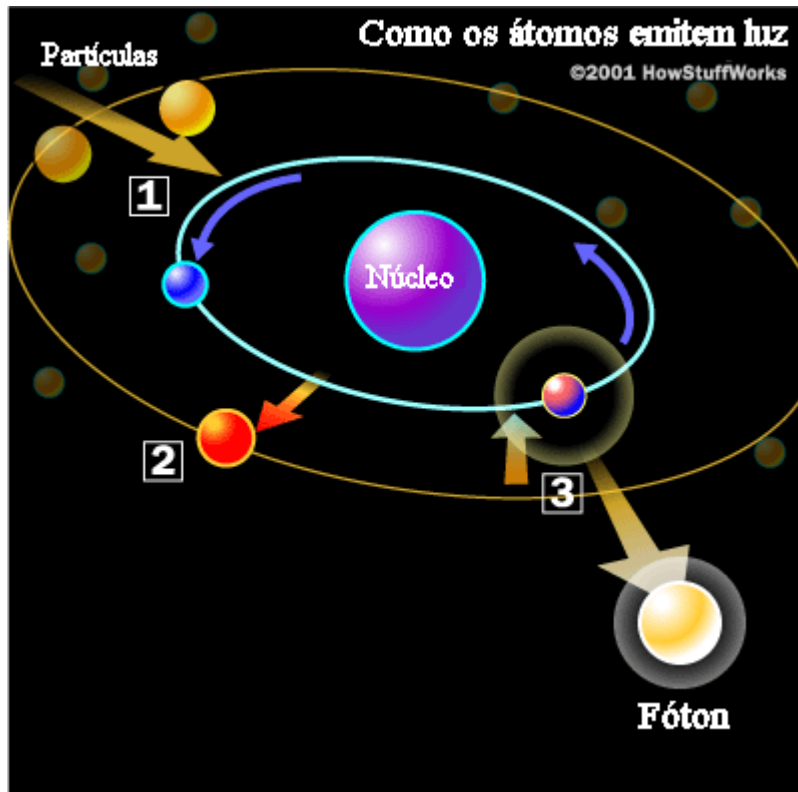
Rutherford, Geiger e Marsden fizeram vários experimentos em 1909 bombardeando folhas de ouro com partículas alfa (íons de hélio).

- Uma em cada 20 000 partículas incidentes eram refletidas na mesma direção de incidência;
- Átomos são formados por um pequeno núcleo, com carga elétrica positiva rodeado por uma nuvem de elétrons (e^-);
- Esses elétrons não poderiam estar parados, pois eles cairiam em direção ao núcleo devido à atração coulombiana, então Rutherford propôs que os elétrons estariam girando em torno do núcleo em órbitas circulares.
- No entanto, isso não resolvia o problema da estabilidade do núcleo, pois cargas elétricas aceleradas emitem energia, e a perda de energia faria os elétrons espiralarem rapidamente em direção ao núcleo, emitindo radiação em todos os comprimentos de onda e tornando os átomos instáveis;



Espectro de linhas: como se formam as linhas espectrais?

Em 1900, o cientista alemão Max Planck (1858-1947) desenvolveu o modelo da **quantização da luz**, segundo o qual a matéria emite luz em pacotes de energia, que ele denominou **quanta**.



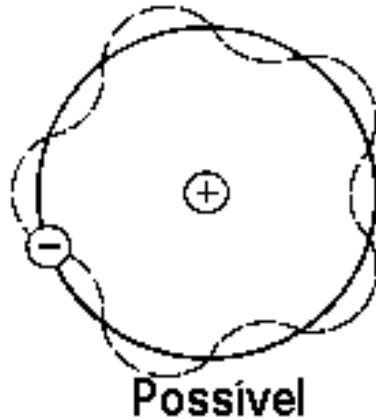
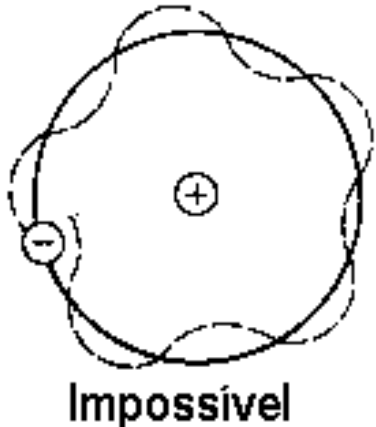
a) Uma partícula colide com o átomo (1) que se excita, fazendo com que seu elétron pule para um nível de maior energia (2).

b) o elétron volta para seu nível de energia original, liberando a energia extra na forma de um fóton de luz (3).

A figura mostra um átomo constituído de um núcleo e um elétron (bolinha azul) em meio a várias partículas (bolinhas amarelas).

Espectro de linhas: Níveis de Energia do Hidrogênio

- Para cada elétron existe um certo nível de energia (órbita) ;
- As únicas órbitas possíveis são aquelas cujo perímetro é igual a um número inteiro de comprimentos de onda do elétron;



$$2\pi r = n\lambda_e$$

$$n=1,2,3\dots$$

- o elétron ganha ou perde energia "saltando" de um nível para outro de maior ou menor energia;
- quando o elétron **absorve** luz (saltando para um nível de **maior energia**) ele produz uma linha de absorção;
- quando o elétron **emite** luz (saltando para um nível de **menor energia**) ele produz uma linha de emissão;

Espectro de linhas: Níveis de Energia do Hidrogênio

a diferença entre dois níveis de energia é igual a:

$$E_{\text{fóton}} = E(n_1) - E(n_2)$$

$$E_{\text{fóton}} = h\nu = \frac{hc}{\lambda}$$

Então:

$$h\nu = E(n_1) - E(n_2) = 13,6 \text{ eV} \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right)$$

Como:

$$\nu = \frac{c}{\lambda}$$

Então:

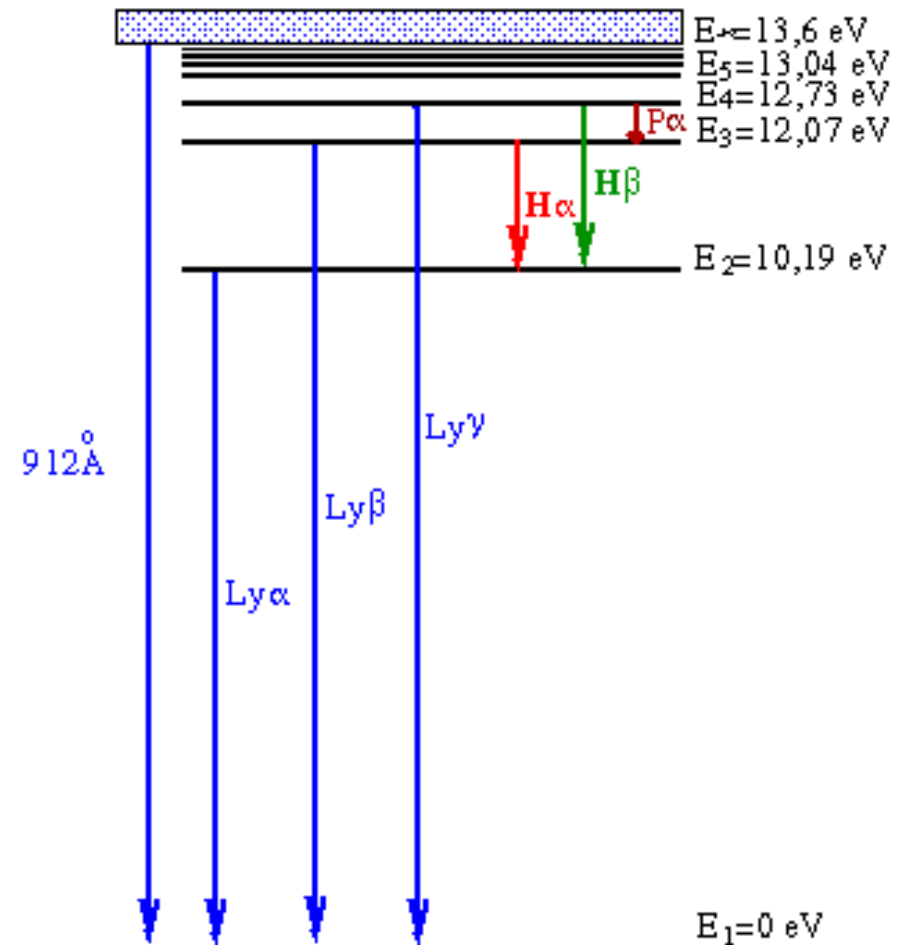
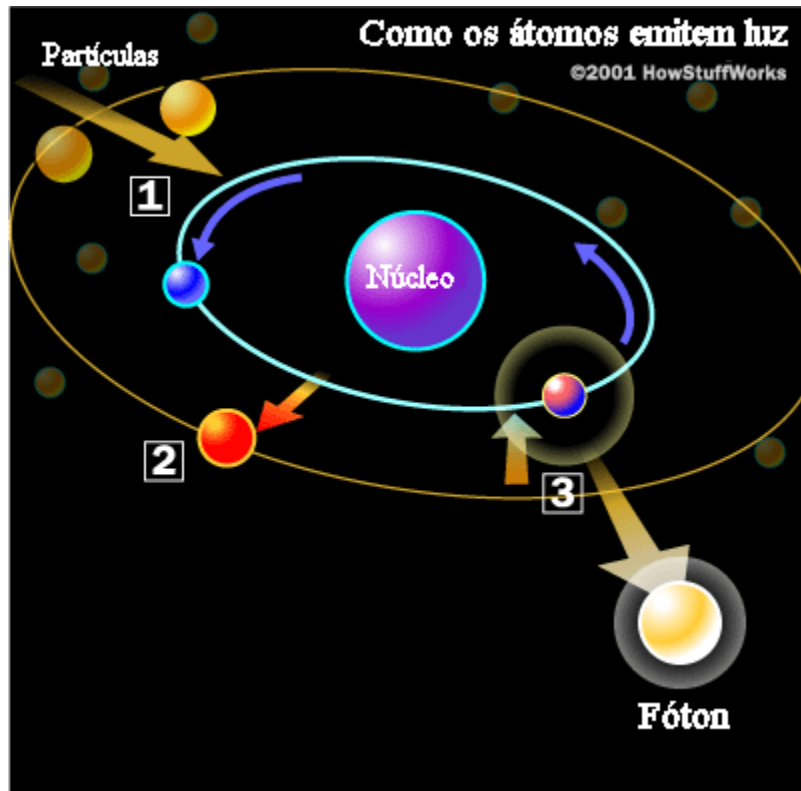
$$\frac{1}{\lambda} = \frac{13,6 \text{ eV}}{hc} \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right) = \frac{1}{912 \text{ Å}} \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right)$$

Onde 13,6 eV é a energia necessária para arrancar o elétron do átomo de hidrogênio, ou seja, ionizar o átomo. O comprimento de onda de um fóton com essa energia é 912 Å.

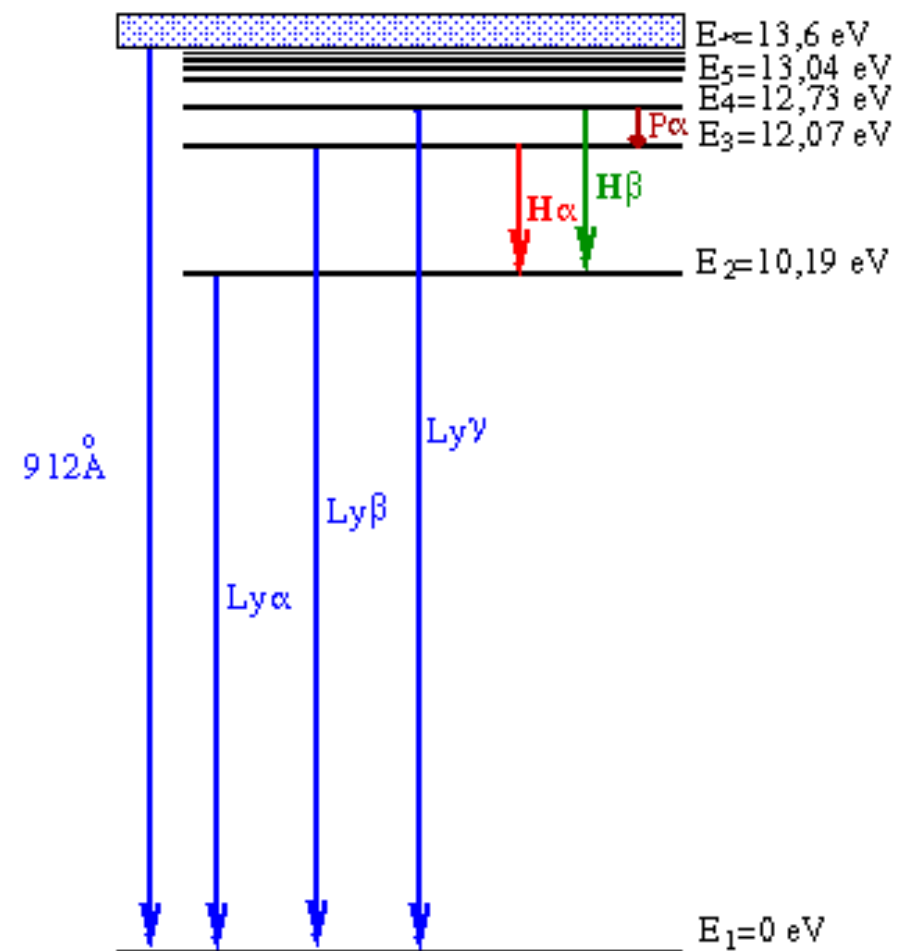
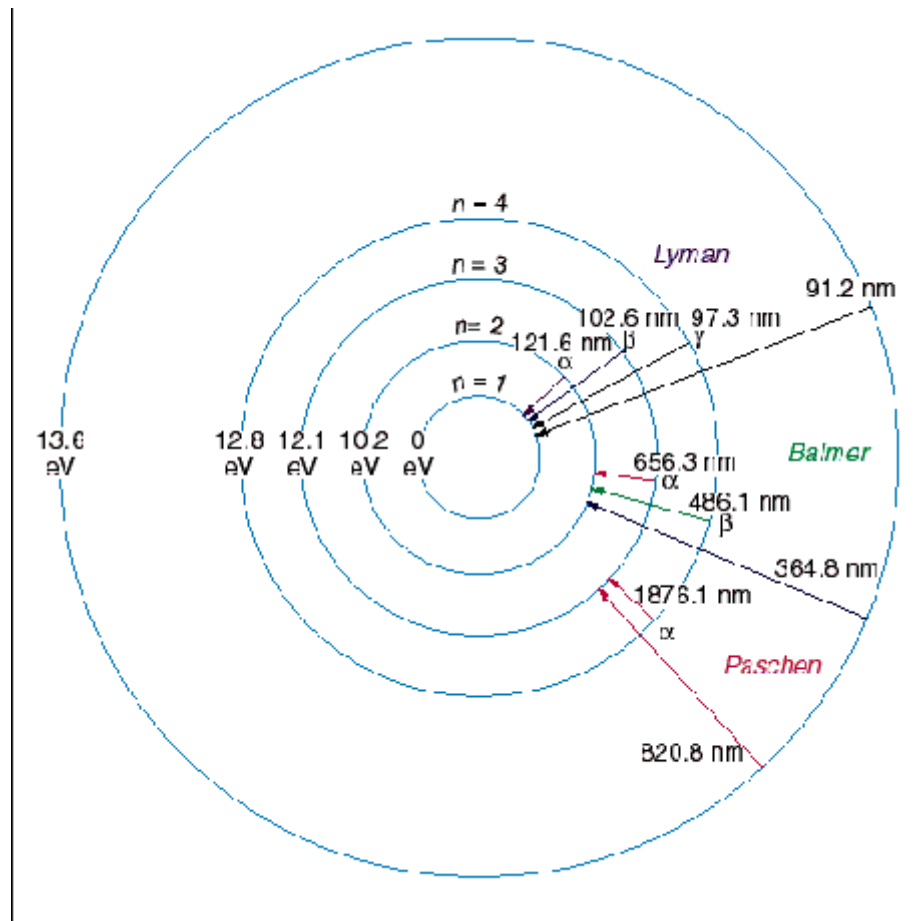
Espectro de linhas: Níveis de Energia do Hidrogênio

$$E_{\text{fóton}} = E(n_1) - E(n_2)$$

Somente fótons com energia igual à diferença de energia entre dois níveis atômicos podem ser emitidos ou absorvidos;



Espectro de linhas: Níveis de Energia do Hidrogênio



Espectros estelares

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 são azuis ($T=10\,000-50\,000\text{ K}$);
- estrelas "mornas" são amareladas ($T\sim 6000\text{ K}$);
- estrelas frias são vermelhas ($T\sim 3000\text{ K}$);

Linhas de absorção:

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

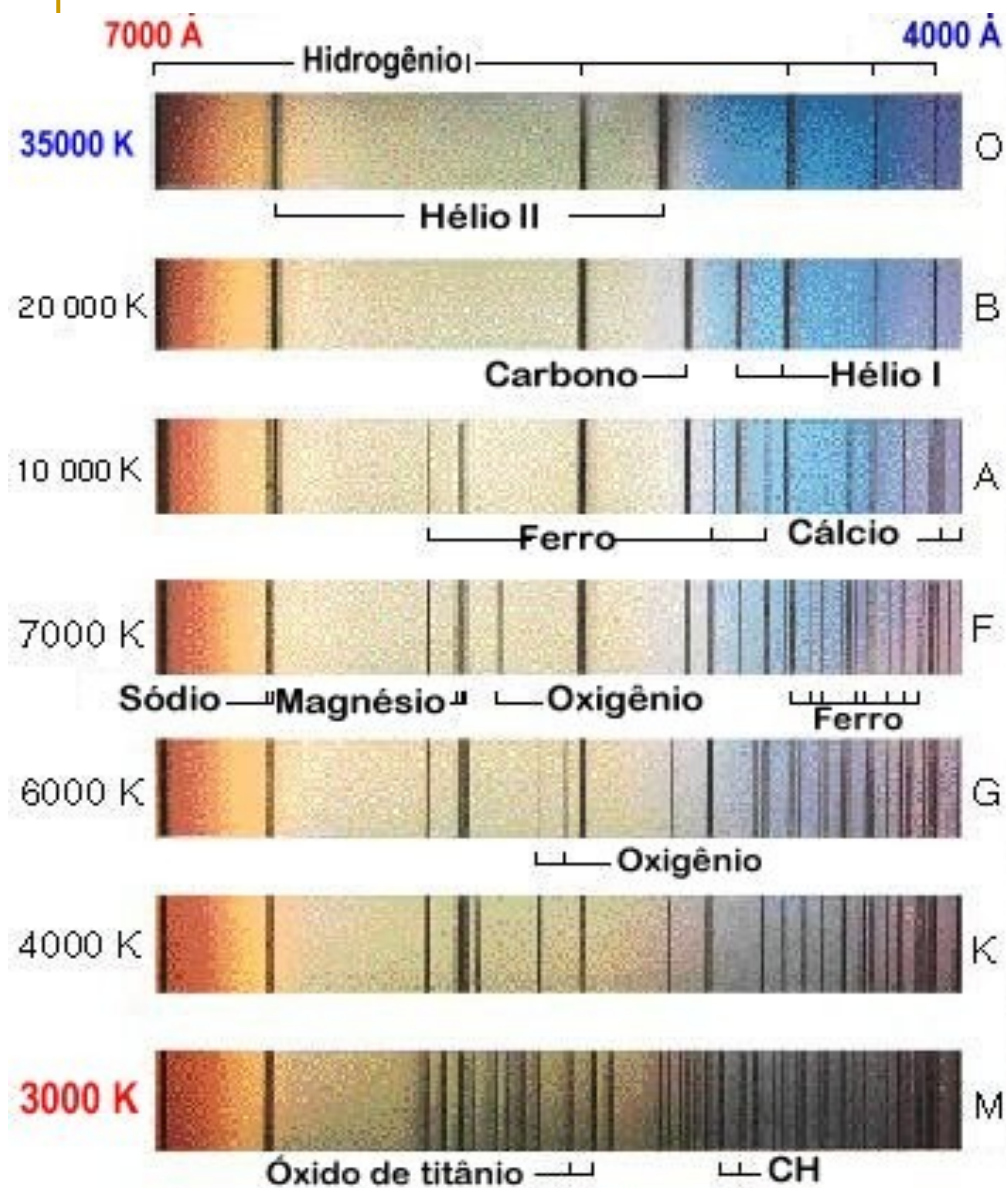
Espectros estelares: Classificação espectral

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. A 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.

Espectros estelares: Classificação espectral



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



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

Espectros estelares: Classificação em Luminosidade

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.



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

M é similar

Portanto:

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

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

Espectros estelares: Classificação em Luminosidade

Estrelas grandes são mais brilhantes à mesma temperatura que uma 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)

