

ESPECTROSCOPIA

INFORMAÇÃO



Distribuição da radiação* \equiv ESPECTRO

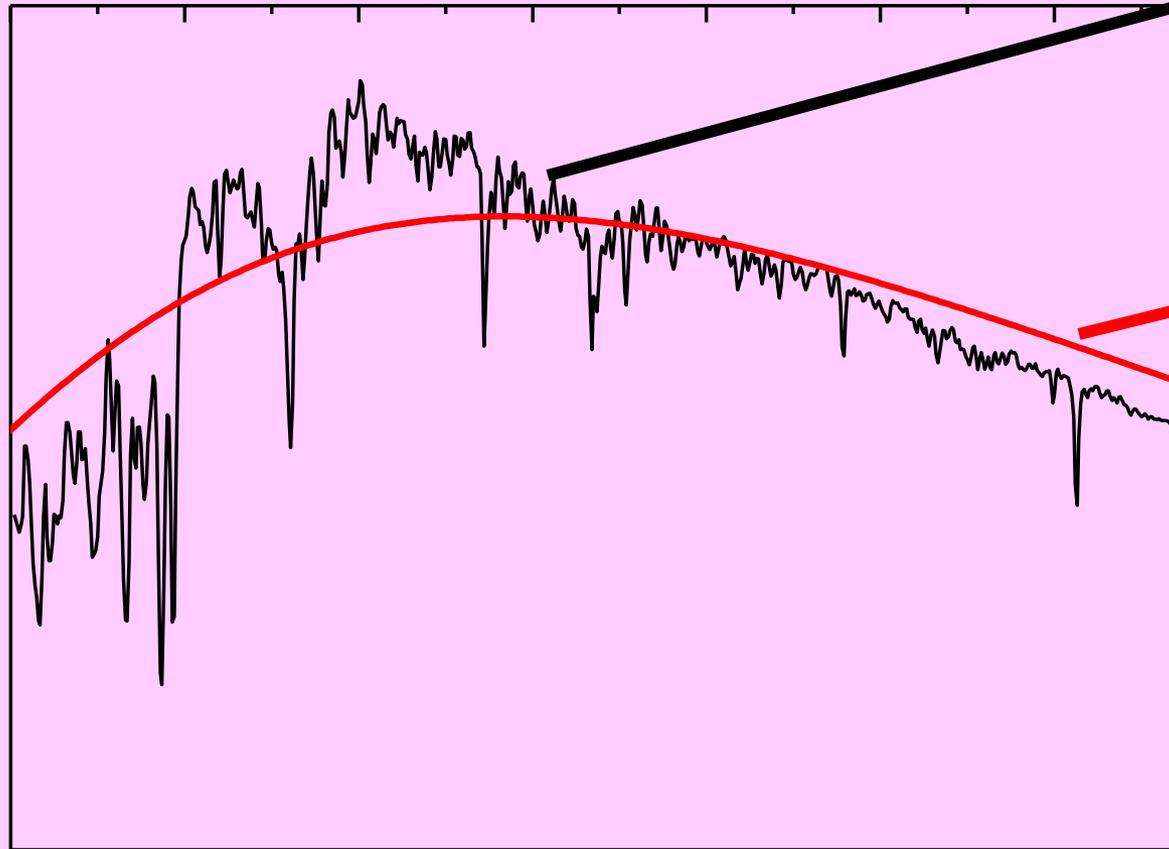
Através do espectro de um objeto astronômico pode-se conhecer informações sobre temperatura, pressão, densidade, composição química, estrutura, dinâmica, etc..

*** A distribuição da radiação mostra como ela varia com o comprimento de onda ou frequência**

Nenhum objeto astronômico emite como um corpo negro perfeito!!!

Espectro real de uma estrela

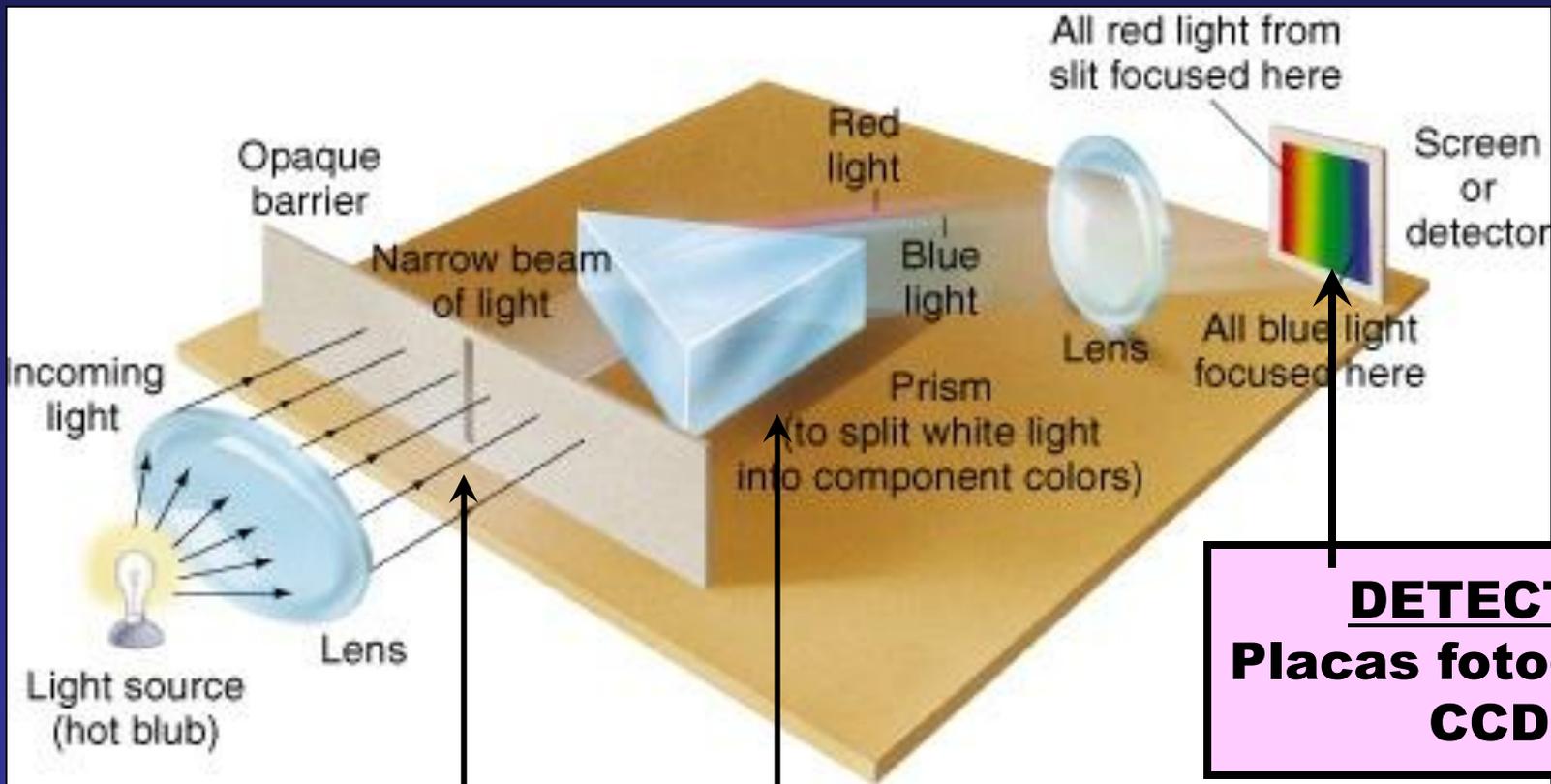
Espectro de corpo negro



comprimento de onda (nm)

Radiação pode ser analisada através de um ESPECTRÓGRAFO

ESQUEMA DE UM ESPECTRÓGRAFO



DETECTOR
Placas fotográficas
CCDs

FENDA
define o feixe de luz

Dispersor de luz.
PRISMA ou rede de difração

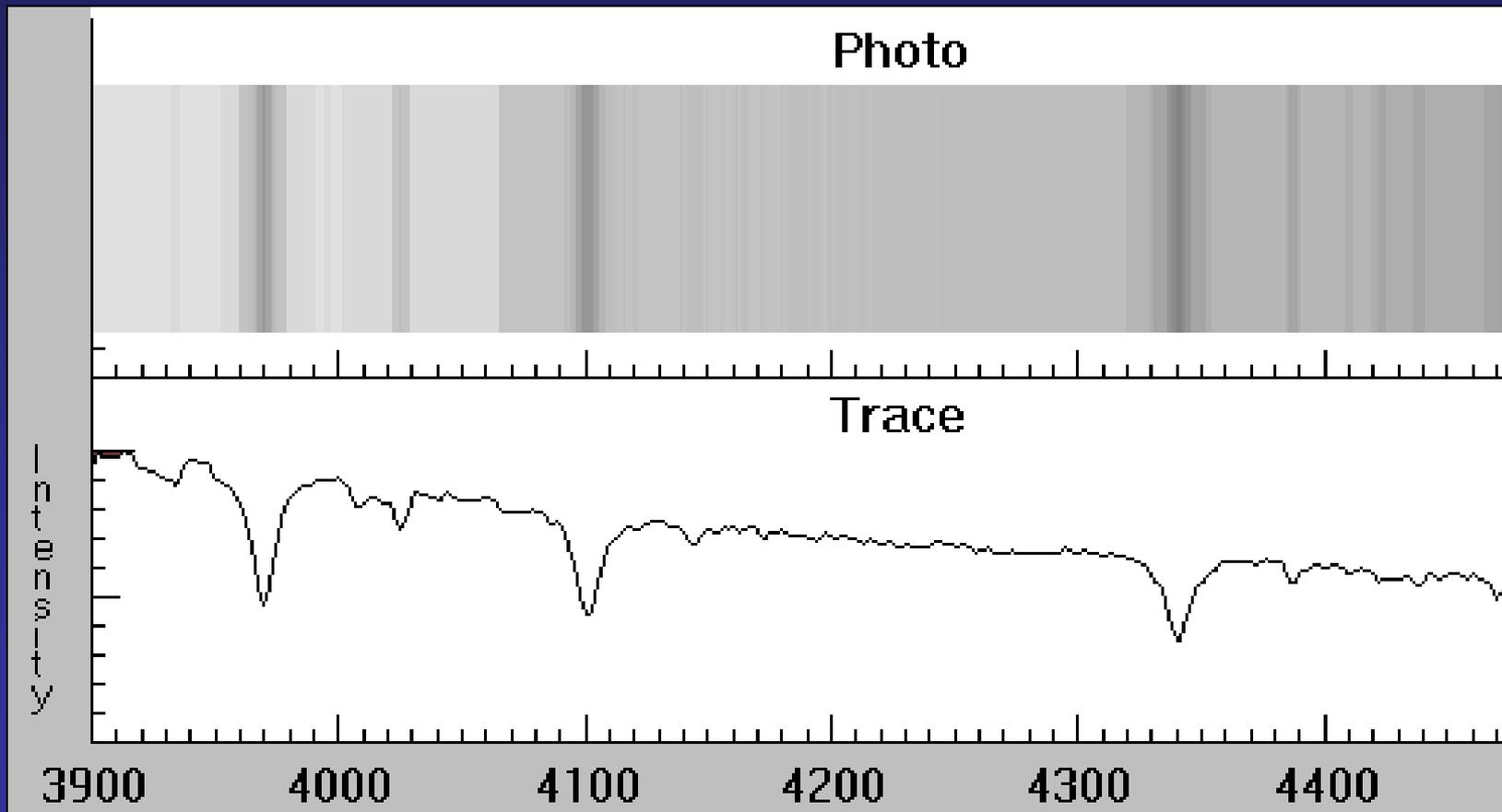
O slide anterior mostra um esboço de um espectrógrafo, que é um instrumento que se usa para medir a luz proveniente de uma estrela, galáxia, etc.

Um espectrógrafo consiste de uma fenda, que define o feixe de luz coletado por um telescópio, de um dispersor de luz, que a decompõe em diferentes comprimentos de onda ou frequências, e de um detector onde a imagem ou gráfico do espectro vai ser gravado.

O dispersor pode ser um prisma ou uma rede de difração.

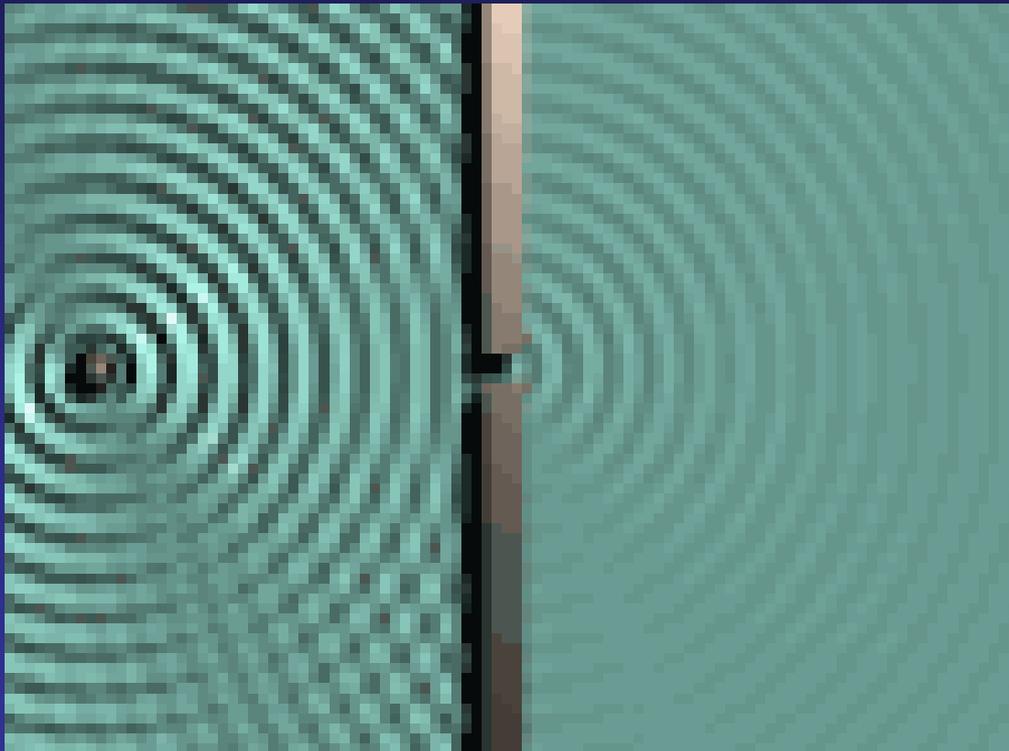
Formas de se visualizar um espectro: fotografia e gráfico

Os dois espectros abaixo são medidos de uma dada estrela. Eles podem ser medidos por placas fotográficas e tem a forma mostrada na figura mais acima.



Princípio da rede de difração

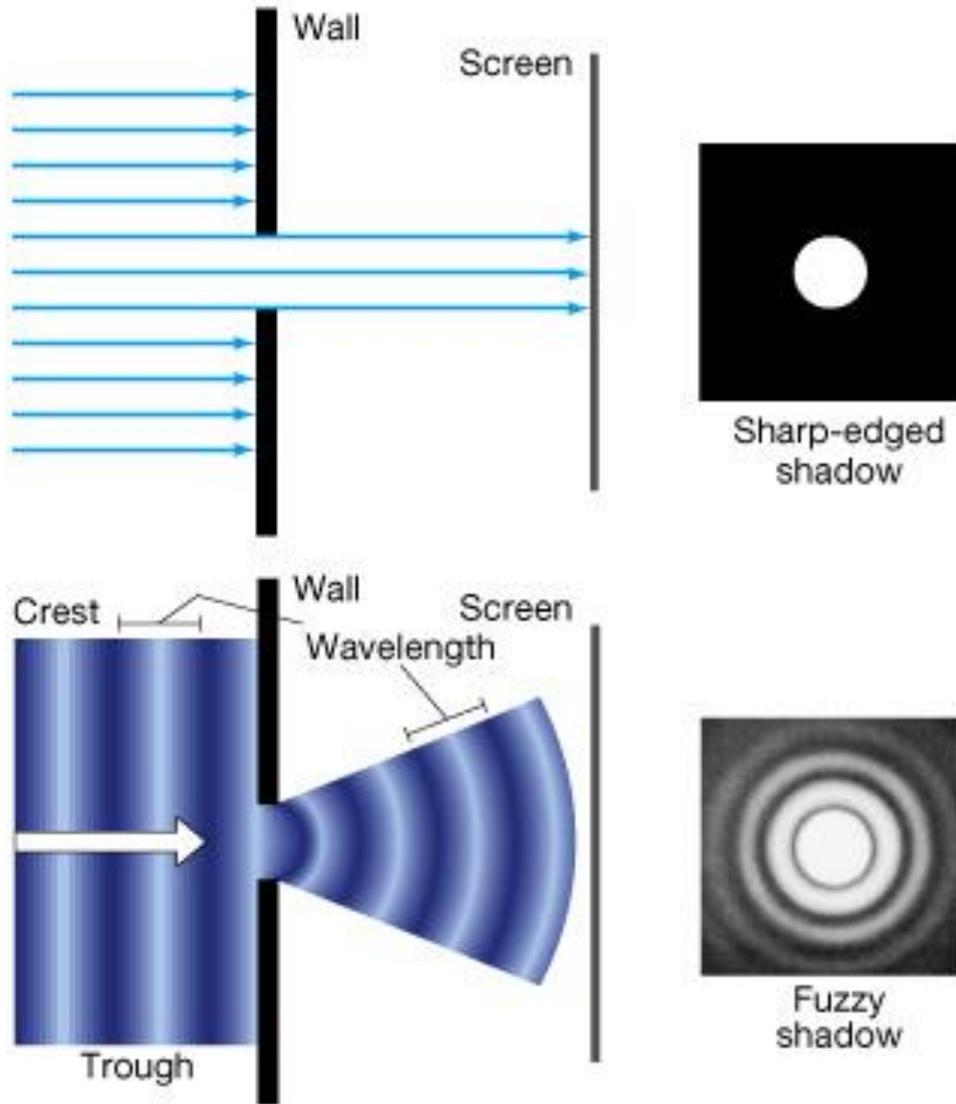
Luz como onda - difração



Luz não se propaga só entre as extremidades da abertura e sim esta abertura funciona como uma fonte de ondas

Difração é um fenômeno que ocorre com as ondas quando passam por um orifício ou abertura cuja dimensão é da mesma ordem de grandeza que o seu comprimento de onda.

DIFRAÇÃO DA LUZ



Para qualquer onda, a quantidade de difração é proporcional à razão do comprimento de onda e da largura da abertura

Quanto maior o λ e/ou menor a abertura, maior é o ângulo através do qual a onda é difratada

Luz visível mostra difração perceptível somente através de aberturas muito estreitas

Rede de difração

Material com muitas linhas finas paralelas (ranhuras) espaçadas de uma distância bastante pequena ($1\mu\text{m}=10^{-6}\text{ m}$)



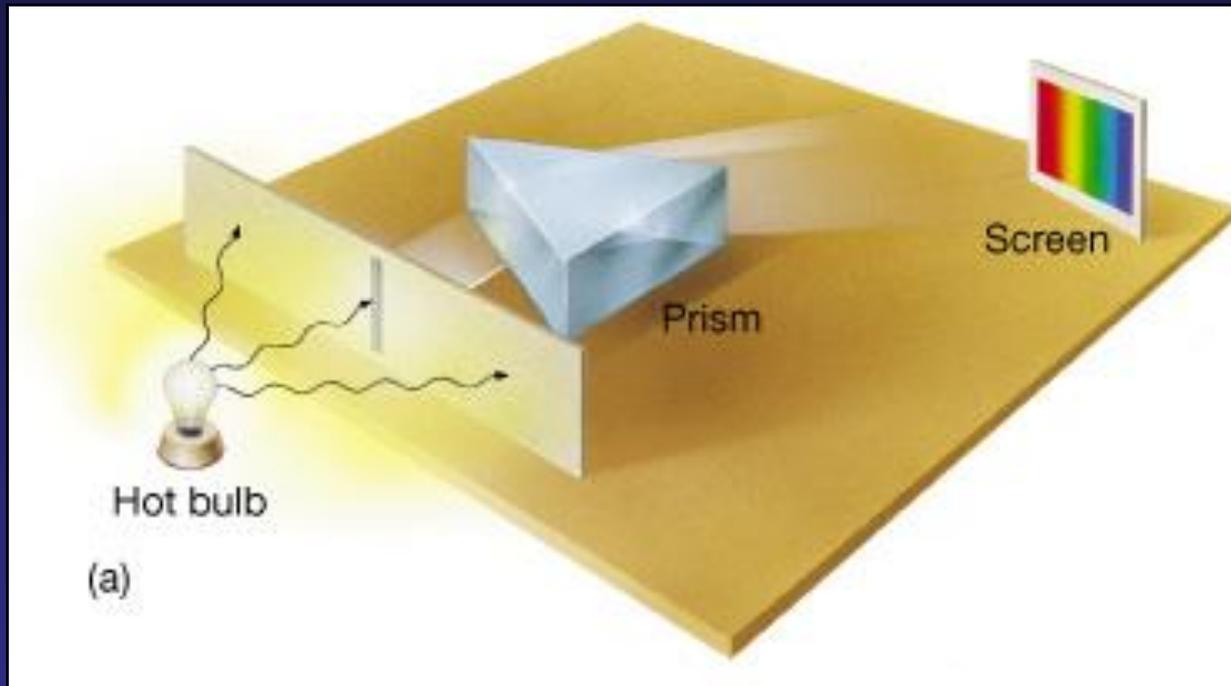
Luz é difratada por estas ranhuras



Distintas cores (comprimentos de onda) são diferentemente difratadas

Numa rede de difração a luz também é decomposta em diferentes cores (ex. CD)

ESPECTRO CONTÍNUO DE LUZ



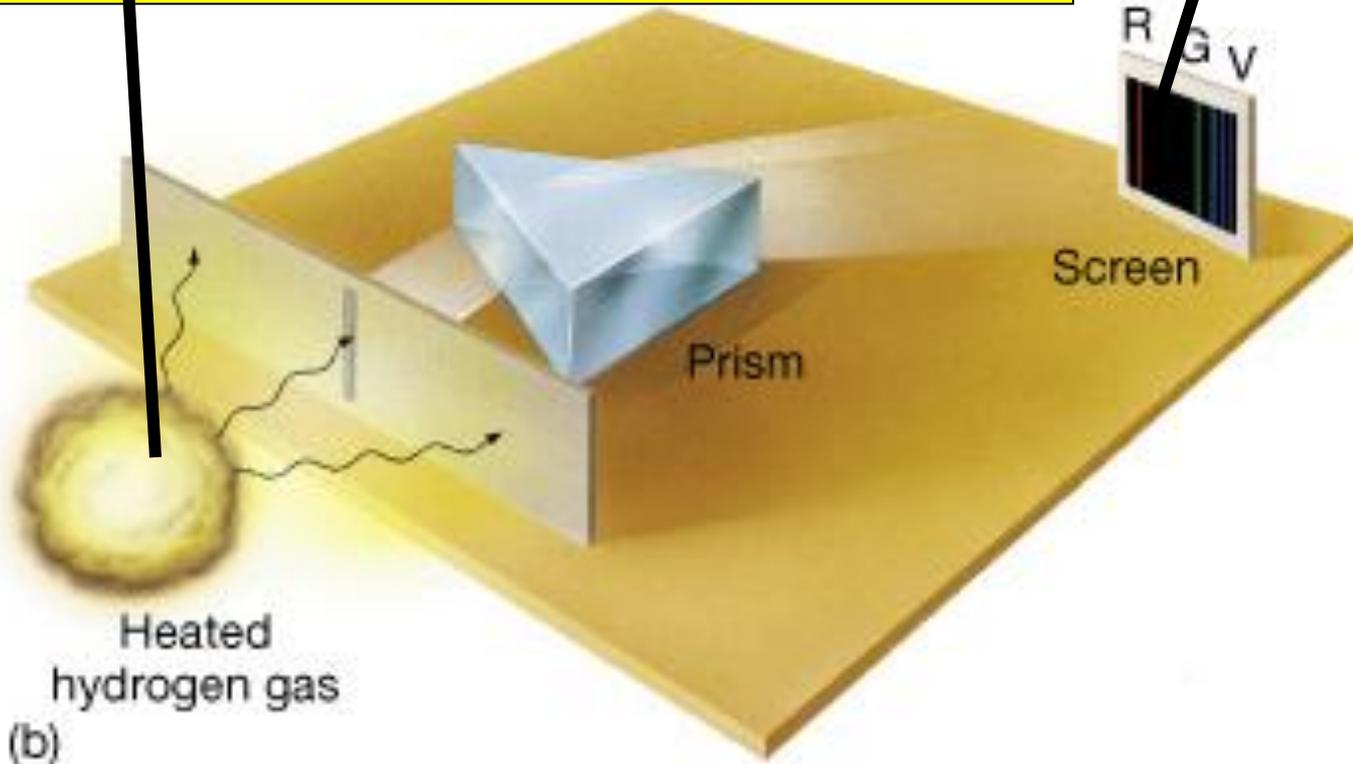
Uma lâmpada incandescente emite radiação em todos os comprimentos de onda, e tem um espectro que é aproximadamente de um corpo negro de temperatura igual a da lâmpada.

Um gás quente e denso (interior de estrelas) vai ter os seus átomos praticamente todos ionizados e o espectro de radiação é contínuo.

NEM TODO O ESPECTRO É CONTÍNUO...

gás de baixa densidade e quente de H submetido a uma descarga de corrente elétrica, a corrente aquece o gás
⇒ **gás emite radiação**

espectro de emissão = “pedaços estreitos do espectro contínuo”



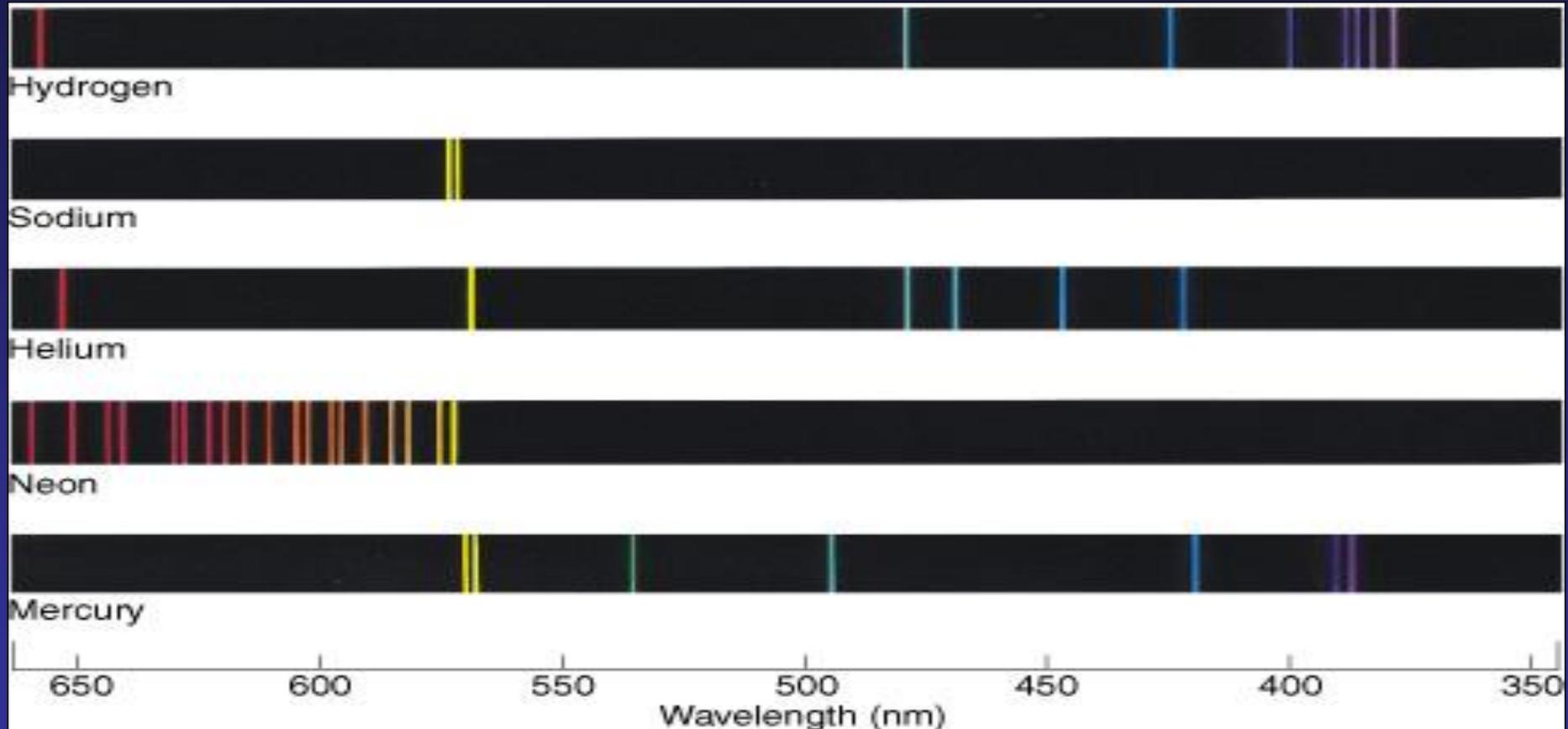
linhas emitidas pelo gás

Alterando a quantidade de gás ou intensidade da corrente elétrica se altera a intensidade das linhas mas nunca o λ

ESPECTRO DE EMISSÃO

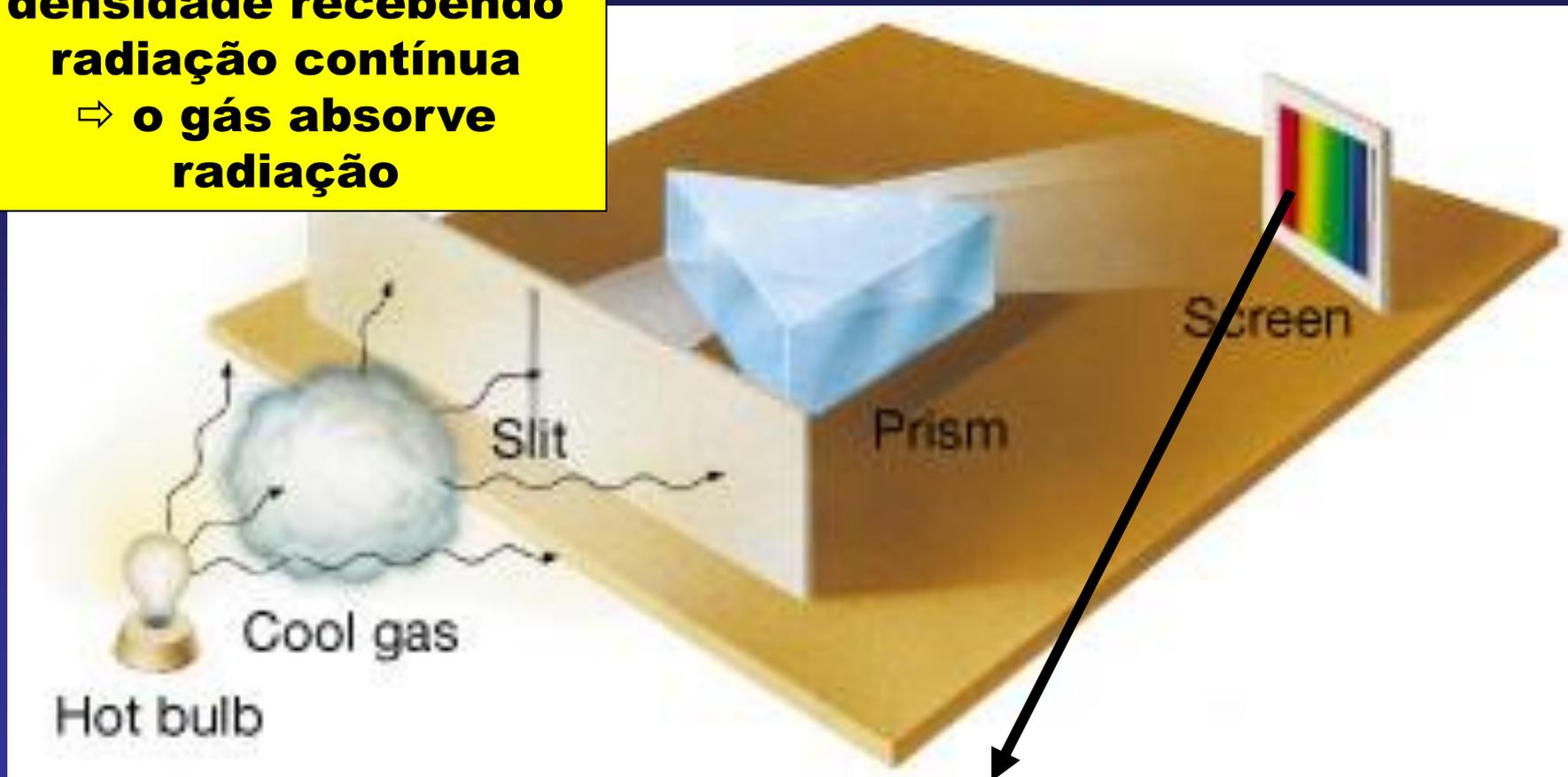
Um gás quente e de baixa densidade vai emitir radiação. Se coletarmos esta radiação com uma placa fotográfica, ela vai ser apresentada como linhas brilhantes num fundo escuro. Cada linha brilhante vai cair num dado comprimento de onda. Cada elemento químico diferente vai produzir linhas em comprimentos de onda diferentes, como é mostrado no slide a seguir. Então as linhas de emissão dão informação sobre a composição química do gás que emitiu a luz.

Cada elemento químico produz um diferente ESPECTRO DE EMISSÃO



NEM TODO O ESPECTRO É CONTÍNUO II...

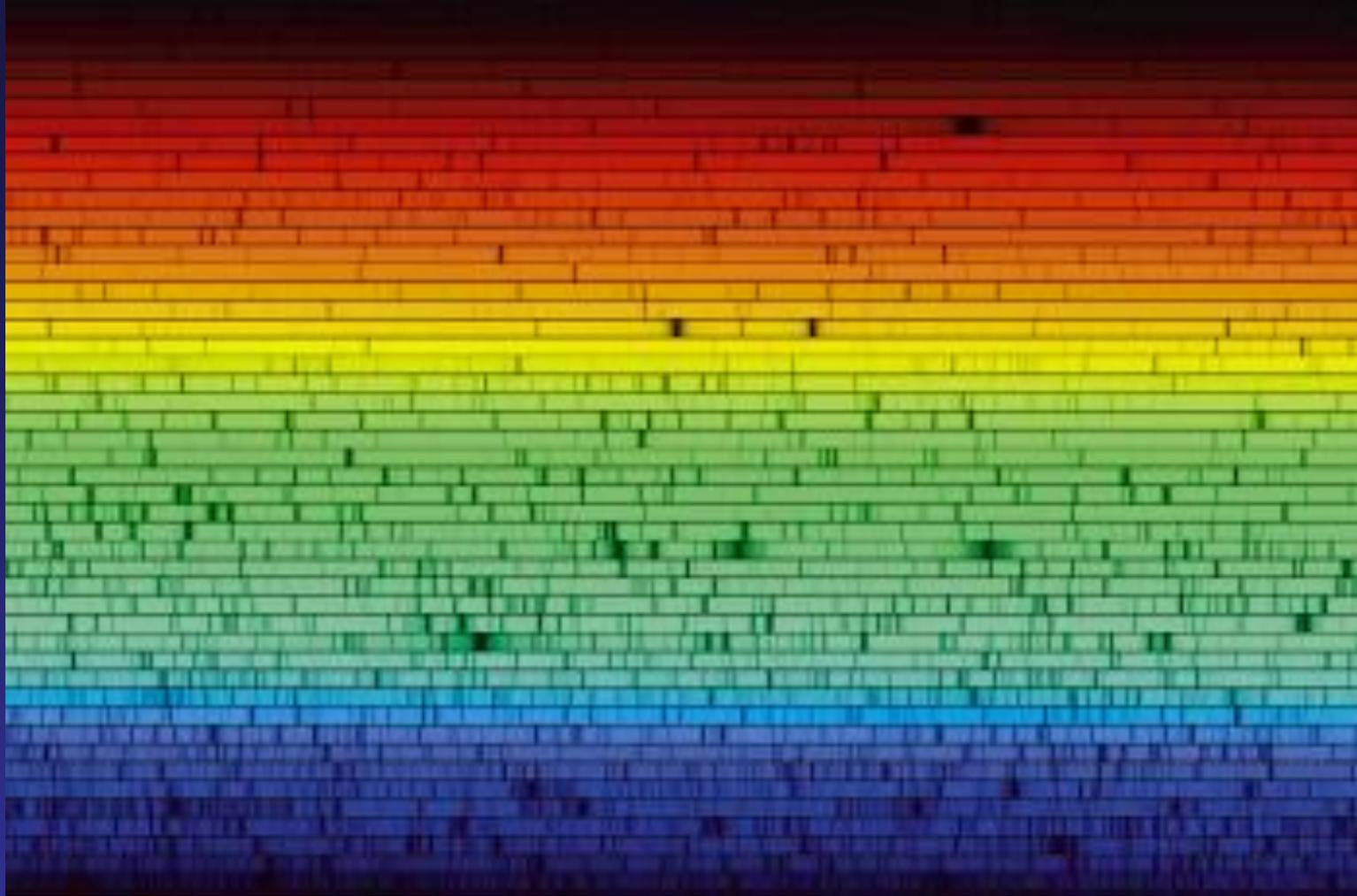
**gás frio de baixa
densidade recebendo
radiação contínua
⇒ o gás absorve
radiação**



**espectro contínuo + linhas escuras
ESPECTRO DE ABSORÇÃO**

ESPECTRO DE ABSORÇÃO

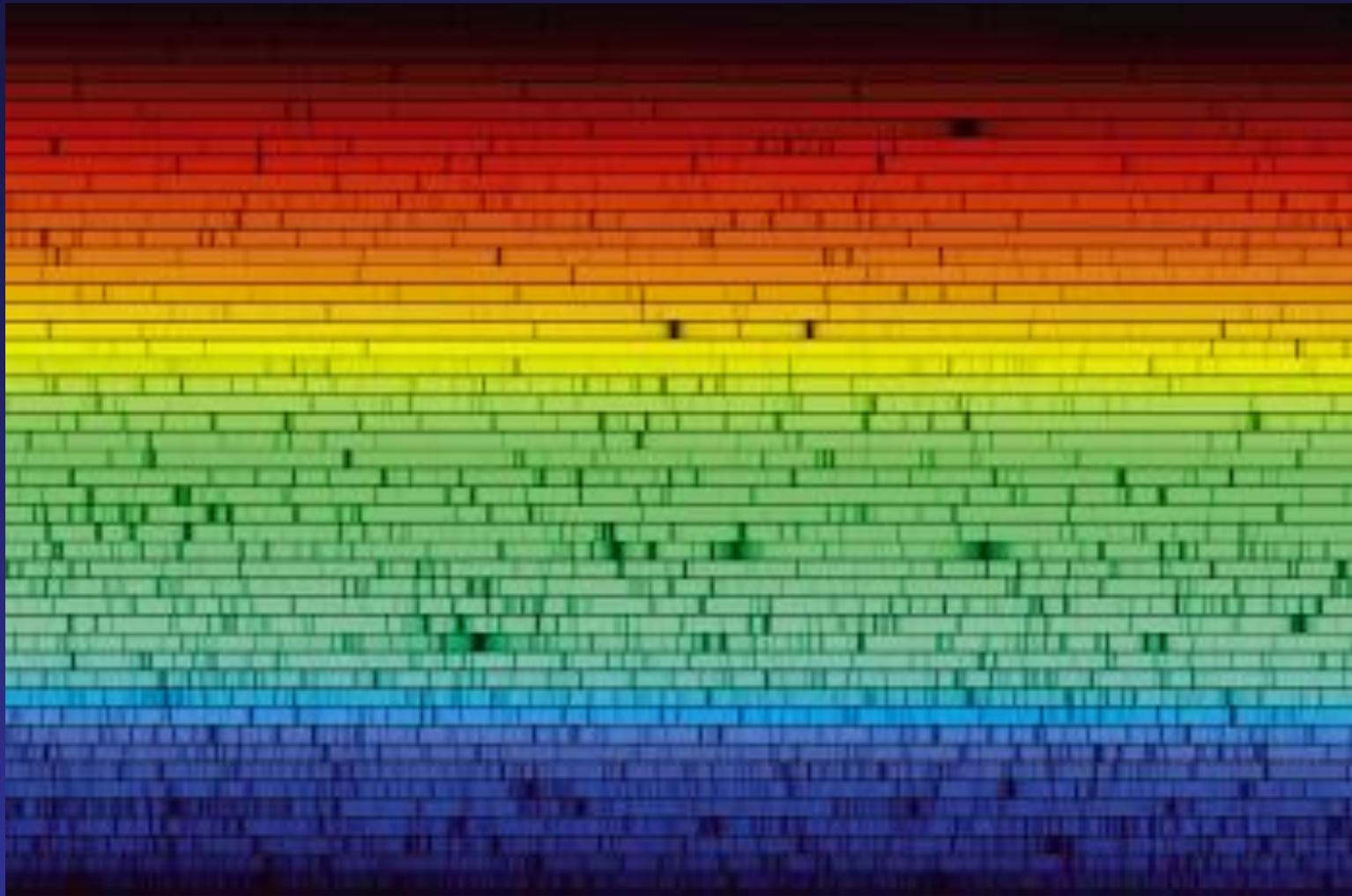
Um gás frio de baixa densidade vai absorver radiação vinda de uma fonte de luz contínua. Se coletarmos esta radiação com uma placa fotográfica, ela vai ser apresentada como linhas escuras num espectro brilhante contínuo. Cada linha escura vai cair num dado comprimento de onda. Cada elemento químico diferente vai produzir linhas em comprimentos de onda diferentes, como é mostrado no slide a seguir. As linhas de absorção também vão dar informação sobre a composição química do gás que absorveu a luz.



**Espectro do sol : desde os λ s menores (cor azul)
até os maiores (cor vermelha)**

**Cada elemento químico produz um
diferente ESPECTRO DE ABSORÇÃO**

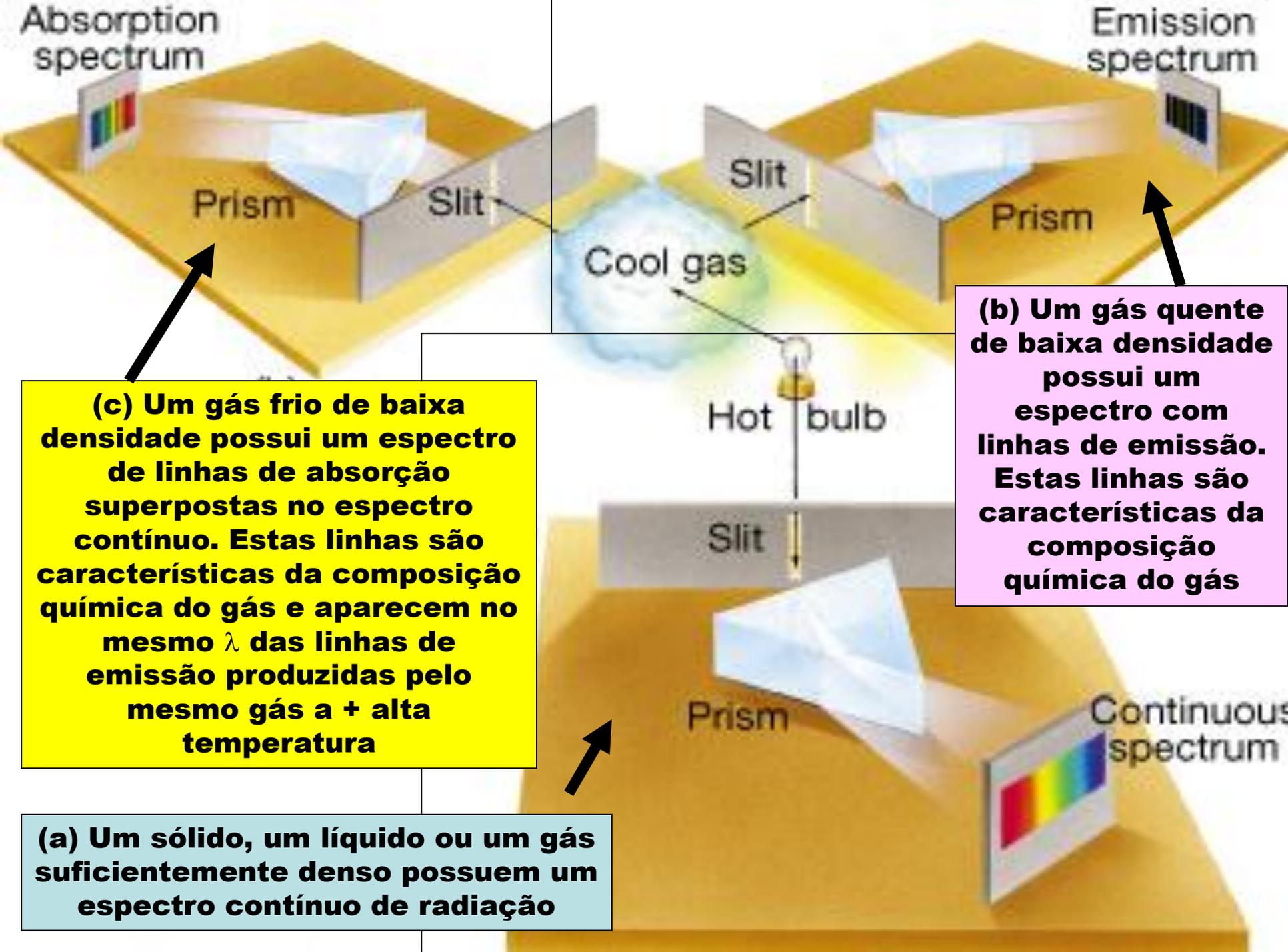
**ESPECTRO DE ABSORÇÃO OU EMISSÃO =
“IMPRESSÃO DIGITAL” DO ELEMENTO
QUÍMICO QUE O PRODUZ**



Wollaston foi o primeiro a medir linhas de absorção solares em 1802. 10 anos mais tarde Joseph Fraunhofer estudou as linhas solares com mais detalhes e fez um catálogo de cerca de 600 linhas: LINHAS DE FRAUNHOFER

A análise dos modos nos quais a matéria emite ou absorve radiação ⇒ ESPECTROSCOPIA

As três formas de espectro apresentadas anteriormente consistem nas LEIS DE KIRCHOFF DA ESPECTROSCOPIA



Absorption spectrum

Emission spectrum

Prism

Slit

Slit

Prism

Cool gas

Hot bulb

Slit

Prism

Continuous spectrum

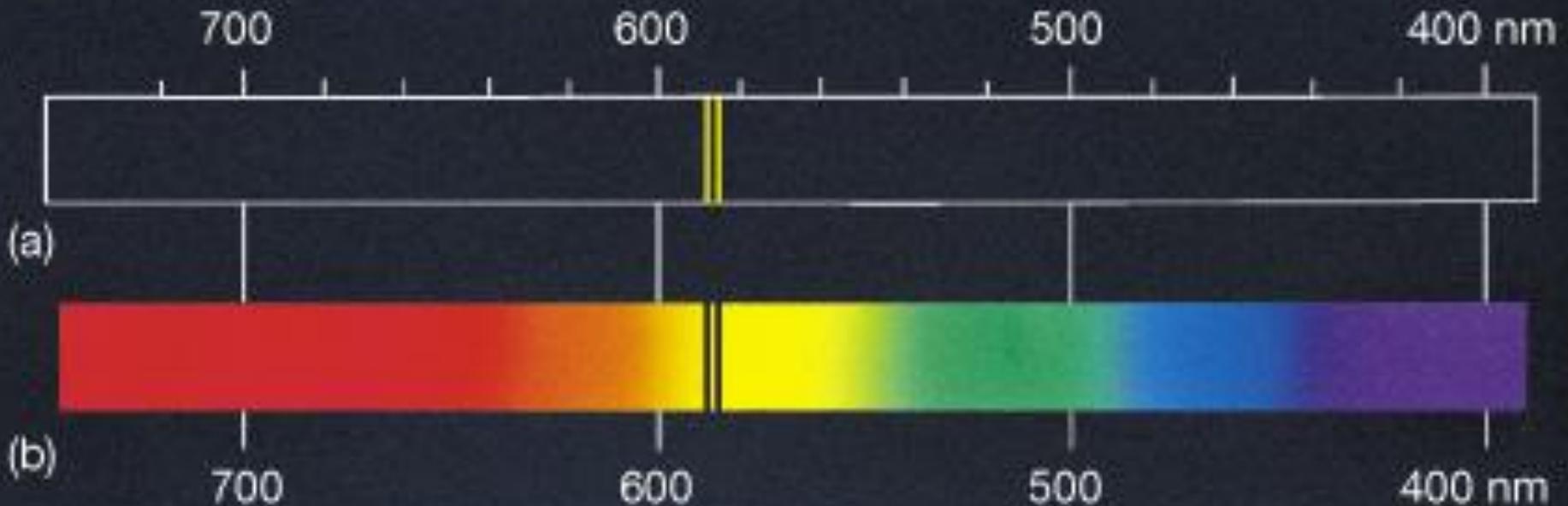
(c) Um gás frio de baixa densidade possui um espectro de linhas de absorção superpostas no espectro contínuo. Estas linhas são características da composição química do gás e aparecem no mesmo λ das linhas de emissão produzidas pelo mesmo gás a + alta temperatura

(b) Um gás quente de baixa densidade possui um espectro com linhas de emissão. Estas linhas são características da composição química do gás

(a) Um sólido, um líquido ou um gás suficientemente denso possuem um espectro contínuo de radiação

Linhas de absorção e emissão de uma dado elemento químico estão sempre no mesmo λ

Ex. : linhas do sódio 588.9 nm e 589.6 nm
Na $\lambda\lambda$ 5889,5896 Å



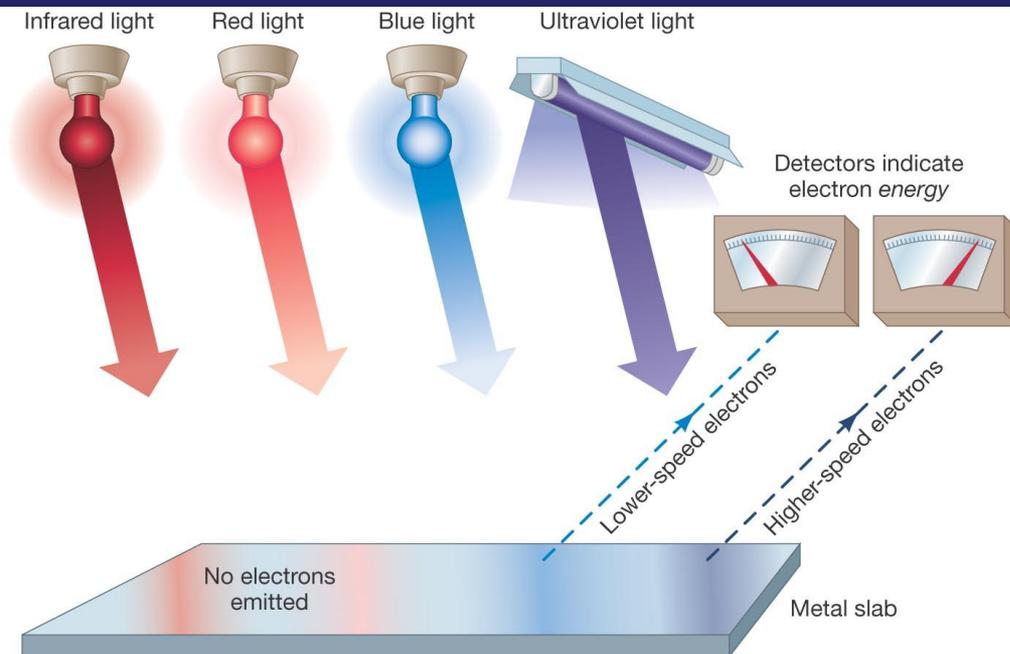
COMO SE FORMA O ESPECTRO?

PRODUÇÃO DE LINHAS DE EMISSÃO E ABSORÇÃO somente em comprimentos de onda específicos é incompatível com a noção da luz como onda.

Para saber como se forma um espectro de emissão ou absorção devemos compreender mais a natureza da luz e da matéria a nível microscópico (átomos)

LUZ NEM SEMPRE SE COMPORTA COMO ONDA MAS TAMBÉM COMO PARTÍCULA ⇒ EINSTEIN (prêmio nobel em 1919)

O experimento do efeito fotoelétrico



A luz incidente numa superfície metálica pode extrair elétrons (e-) do material:

- 1) A velocidade dos e- só depende do λ ou frequência da luz e não da intensidade**
- 2) Para uma dada frequência, o número de e- extraídos depende da intensidade**
- 3) Existe uma frequência mínima abaixo da qual não são extraídos os elétrons (cutoff)**

A luz viaja em pacotes discretos de energia chamados **FÓTONS**

FÓTONS SÃO AS PARTÍCULAS DA RADIAÇÃO ELETROMAGNÉTICA

CADA FÓTON CARREGA UMA ENERGIA QUE É PROPORCIONAL À FREQUÊNCIA DA RADIAÇÃO (ou inversamente proporcional ao λ)

$$E_{\text{fóton}} \propto \nu \quad \Rightarrow \quad E_{\text{fóton}} = h \times \nu = h \times \frac{c}{\lambda}$$

**h = constante de Planck da radiação
Planck determinou o valor numérico de h
= 6.63x10⁻³⁴ Js ou 6,626x10⁻²⁷ ergs s**

Um próton possui carga positiva e um elétron carga negativa

Um átomo neutro tem iguais números de prótons e elétrons, ou seja sua carga resultante é nula.

NATUREZA DA MATÉRIA

ESTRUTURA DOS ÁTOMOS

O que define um elemento?

O número de prótons no núcleo define um átomo de um elemento químico

Ex. o átomo de H tem um próton (p^+)

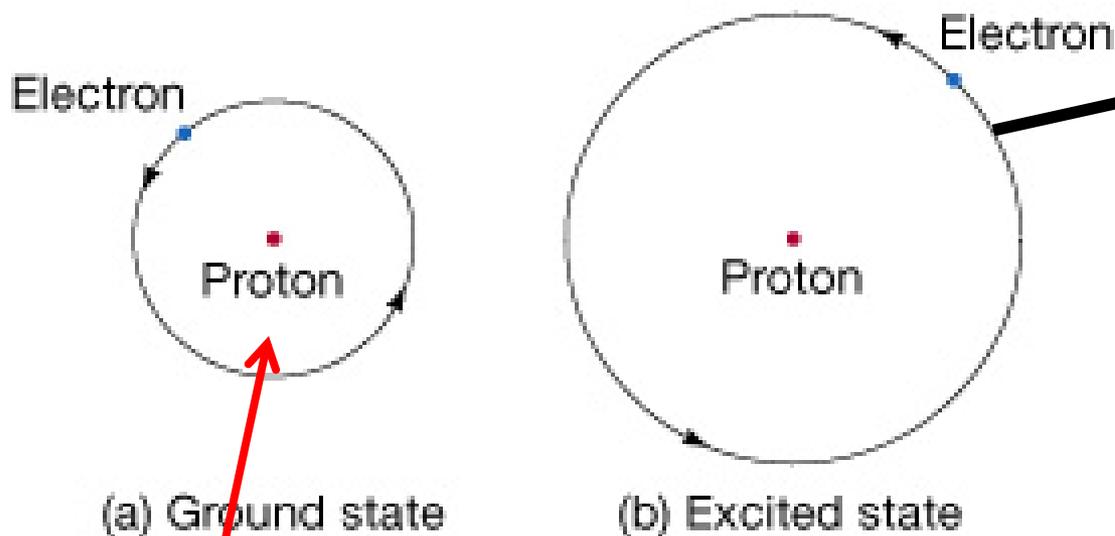
O H com p^+ + elétron (e^-) = H neutro (${}^1\text{H}_1$)

O H com um p^+ + e^- + nêutron (n^0) = deutério (${}^2\text{H}_1$)
(isótopo pesado do H)

Se um p^+ é adicionado ao H temos formado um elemento diferente que é o hélio ${}^4\text{He}_2$

MODELO DE UM ÁTOMO DE HIDROGÊNIO

e- orbitando a diferentes energias ao redor do próton (átomo de Bohr 1912)



Nível de menor energia

Os e- podem ocupar diferentes níveis de energia, mas nem todos os níveis de energia são permitidos para os elétrons.

O átomo mais simples é o átomo de hidrogênio. Ele é constituído de um próton e um elétron. Podemos pensar na estrutura do átomo como sendo formado por um núcleo e partículas de orbitam em torno deste núcleo. No caso do átomo de H este núcleo é constituído de 1 próton e a partícula que vai orbitar em torno deste próton é 1 elétron, como mostrado no slide anterior.

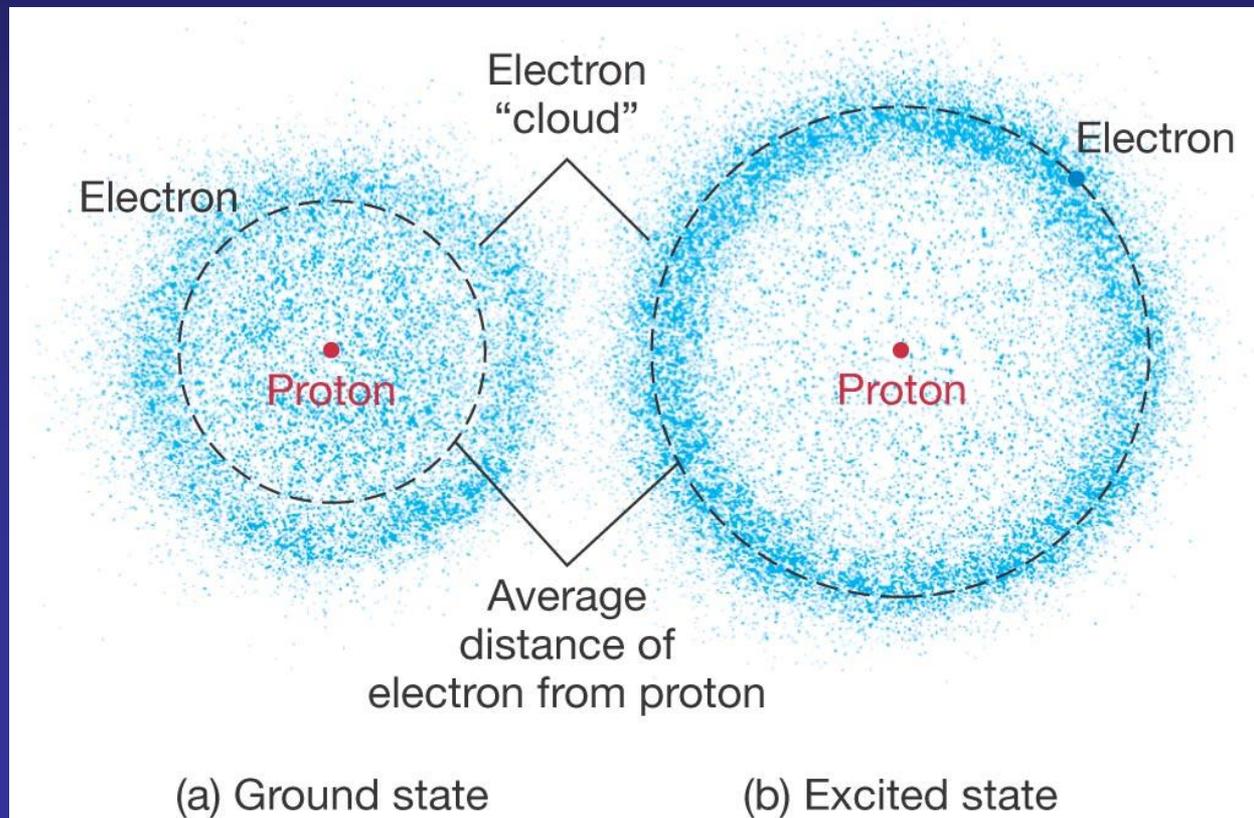
O elétron pode rotar em torno do próton em órbitas de diferentes raios. Em linguagem de física atômica estas órbitas são chamadas de níveis de energia. Quando maior o raio da órbita maior o nível de energia. Para um dado átomo, nem todos os níveis de energia são permitidos para o elétron, ou seja, diz-se que as órbitas são quantizadas.

O nível de menor energia se chama de estado fundamental do átomo. Se o(s) elétron(s) ocupa(m) este nível, diz-se que o átomo se encontra no estado fundamental. Se o(s) elétron(s) ocupar(em) níveis mais altos, o átomo estará no estado excitado.

Concepção moderna: nuvem eletrônica ao redor do núcleo

Não se pode dizer onde o elétron está e sim qual a probabilidade de encontrá-lo na nuvem.

Distância média da nuvem ao núcleo = raio da órbita do elétron



Átomo de Bohr:

Bohr propôs que somente certas órbitas discretas seriam permitidas e que em tais órbitas o elétron não emitiria radiação. Essas órbitas são definidas por:

$$m v r = \frac{n h}{2 \pi} \quad \text{com } n=1,2,\dots \text{ (i)}$$

onde m é a massa do elétron; r o raio do movimento circular com velocidade v , em torno do núcleo.

A expressão para o raio da órbita é obtida igualando-se a força centrípeta com a força coulombiana:

$$\frac{m v^2}{r} = \frac{Z e^2}{r^2} \Rightarrow v^2 = \frac{Z e^2}{m r} \quad \text{(ii)}$$

Combinando (i) e (ii) teremos

$$r = n^2 \frac{h^2}{4 \pi^2 m Z e^2}$$

a qual determina que apenas algumas órbitas (em função de n^2) serão possíveis.

A energia total de um elétron na órbita n será dada pela combinação da energia cinética com a energia potencial:

$$E = \frac{m v^2}{2} - \frac{Z e^2}{r} = -13,6 \frac{Z^2}{n^2} \text{ eV}$$

O sistema é considerado ligado enquanto a energia do nível for $E_n < 0$. À medida que $n \rightarrow \infty$, $E \rightarrow 0$. Quando $E > 0$, o elétron não é mais considerado como sendo ligado ao núcleo.

Níveis de energia do átomo de H, mostrando 2 séries de linhas de emissão.

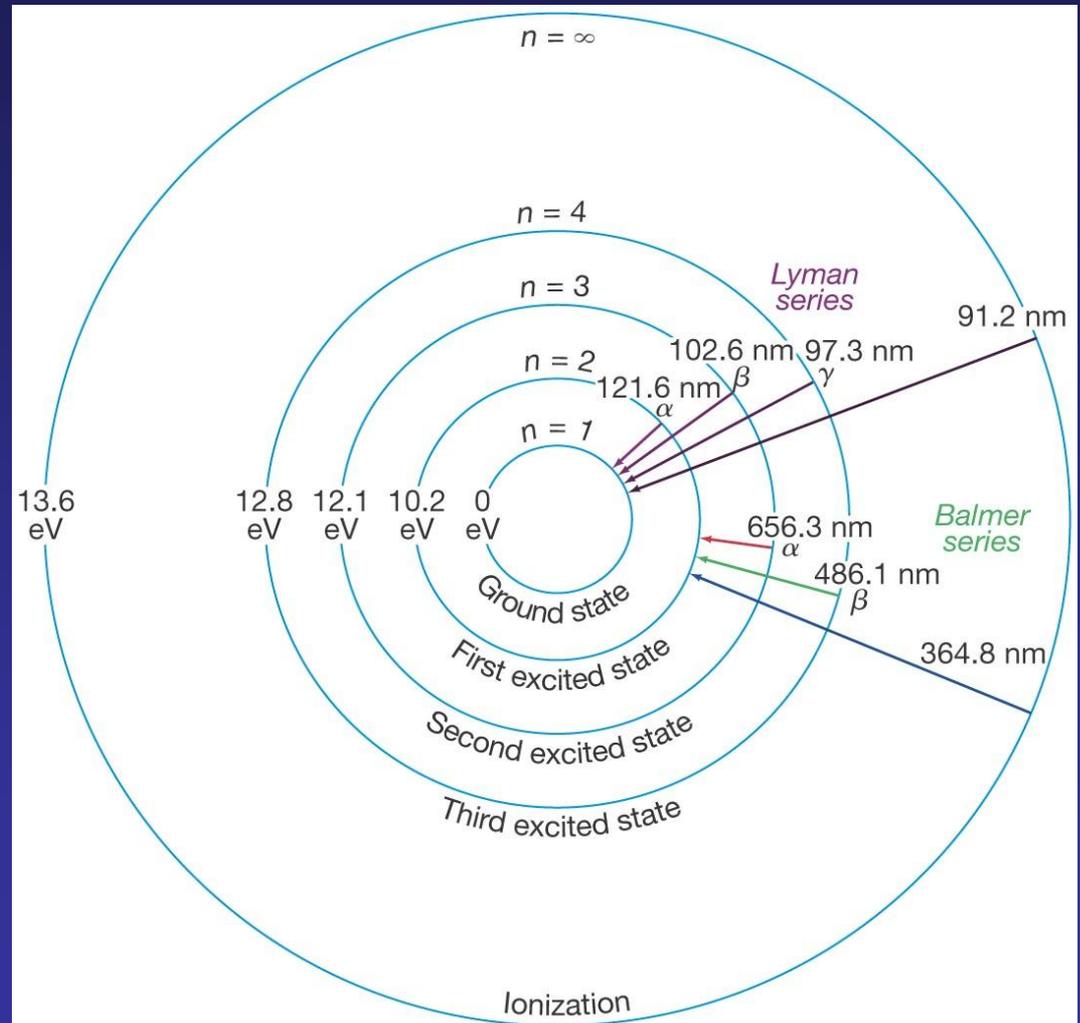
A diferença de energia dos elétrons em cada órbita em relação ao estado fundamental

(definindo nesta figura $n=1$, $E=0$) é dada por:

$$E_n = 13.6\left(1 - \frac{1}{n^2}\right)eV$$

A quantidade de energia ganha por um é quando ele acelera num potencial elétrico de 1 Volt
 $1eV = 1.6 \times 10^{-19} \text{ J}$

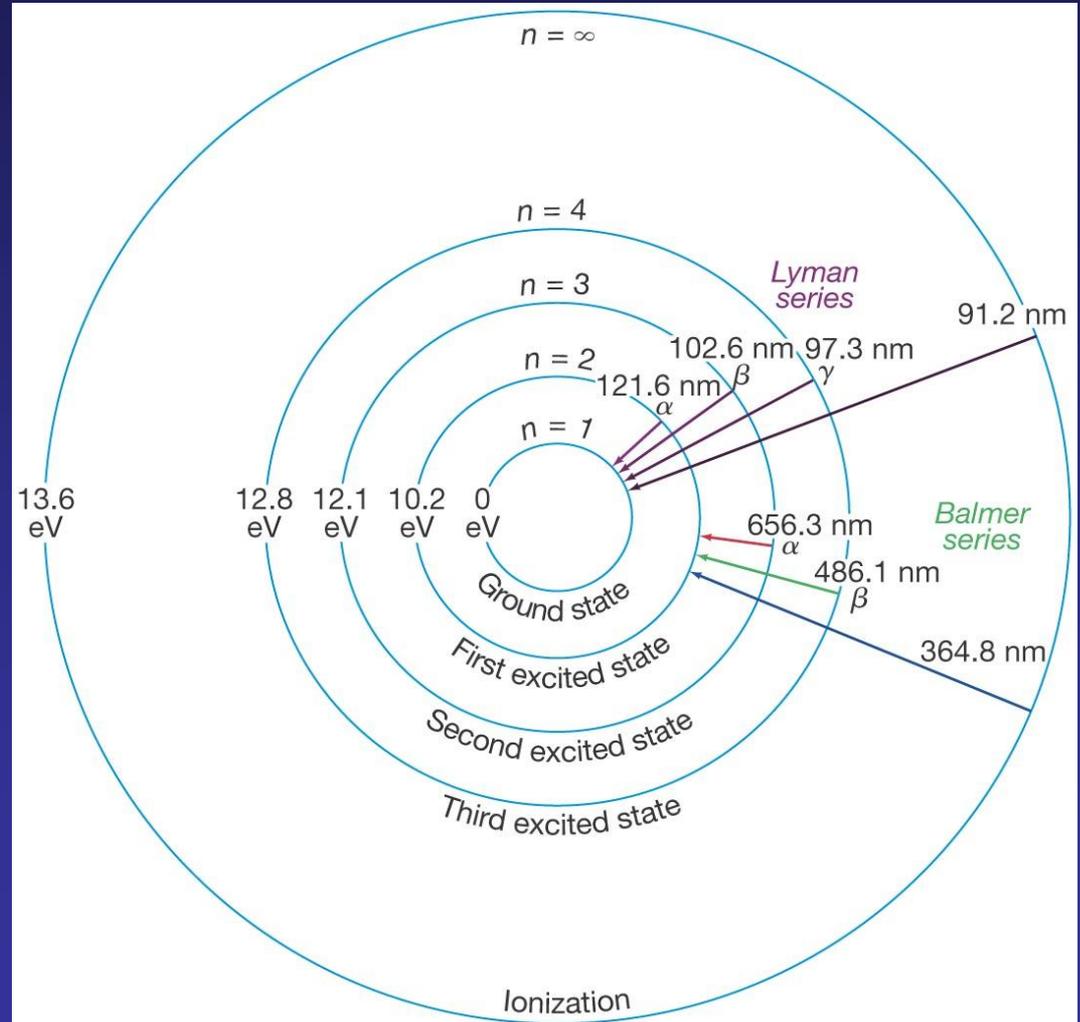
As linhas de emissão correspondem às diferenças de energia.



$$E_n = 13.6 \left(1 - \frac{1}{n^2} \right) \text{ eV}$$

Ex: a linha correspondente à transição Ly α ($2 \leftrightarrow 1$):
 $\Delta E = 10.2 \text{ eV}$

$\Delta E = hc/\lambda$
Ou simplificando
 $\Delta E(\text{eV}) = 1240/\lambda(\text{nm})$
Então: $\lambda = 122 \text{ nm}$ e
 $\nu = 2,24 \times 10^{15} \text{ Hz}$



Resumindo

- 1. Luz está ligada a FÓTONS e cada fóton carrega uma energia = $h \times \nu = h c / \lambda$**
- 2. Átomos têm uma estrutura tal que somente algumas órbitas são permitidas para os e-, ou seja, as órbitas são ditas QUANTIZADAS (níveis de energia)**
- 3. Uma transição equivale a uma diferença de energia entre distintos níveis.**

Qual a relação com luz e linhas espectrais?

O que acontece se os átomos de H forem bombardeados por fótons? Existem duas possibilidades:

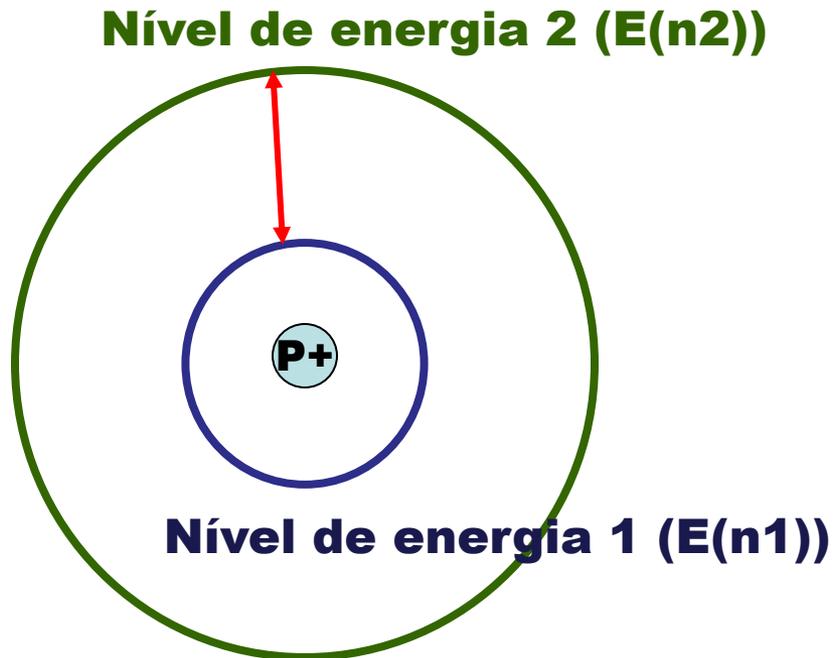
- 1) a maioria dos fótons passa sem nenhuma interação**
- 2) os fótons com as energias certas serão absorvidos pelos átomos**

Energia certa significa: quando a energia do fóton corresponde à diferença nos níveis de energia entre as duas órbitas permitidas do átomo de H.

Absorvidos significa : o elétron subirá a um nível de energia mais alto (átomo estará num nível mais alto usando a energia do fóton para isso)

Ou seja

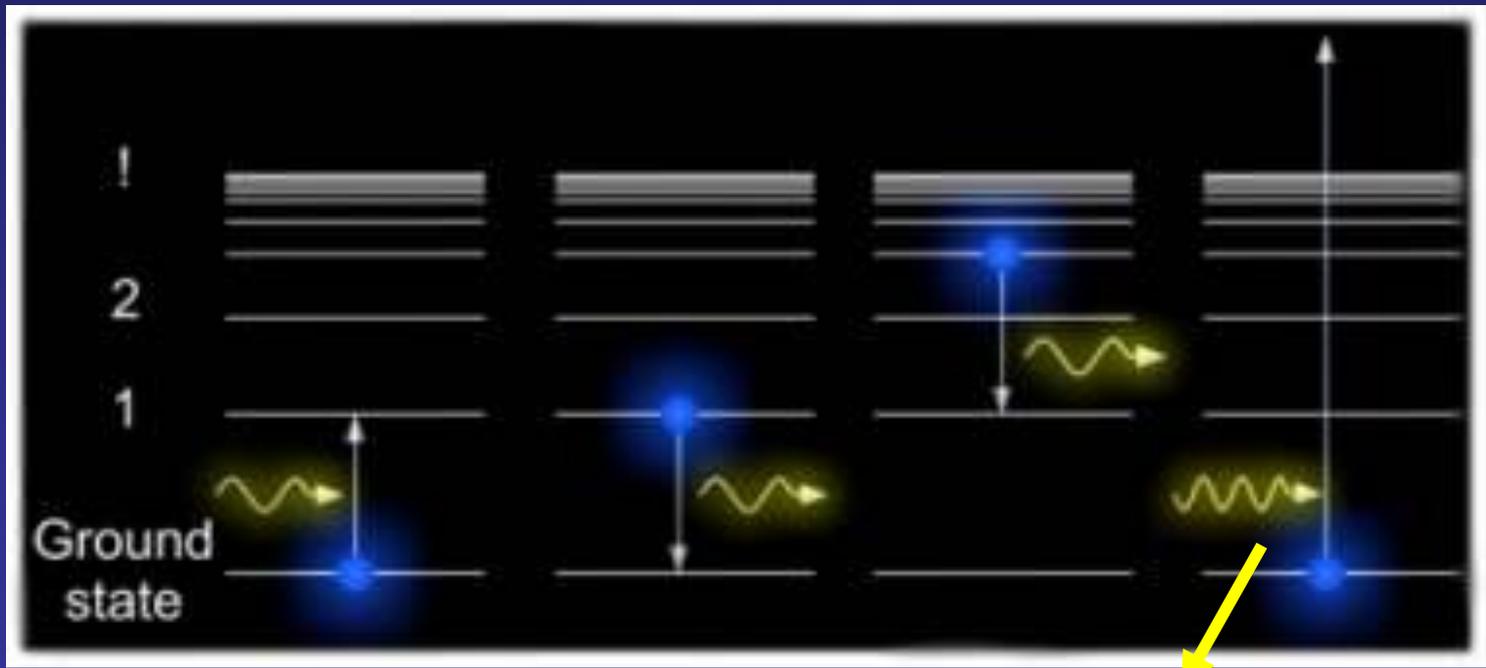
Quando um fóton com a energia certa colide com um elétron que se encontra num dado nível de energia, a energia do fóton é transmitida ao elétron fazendo com que ele suba a um nível de energia mais alto. Diz-se que o átomo absorveu um fóton.



Energia do nível 2 é maior do que a do nível 1. A energia certa do fóton corresponde a $E(n2)-E(n1)$.

Qual a relação com luz e linhas espectrais?

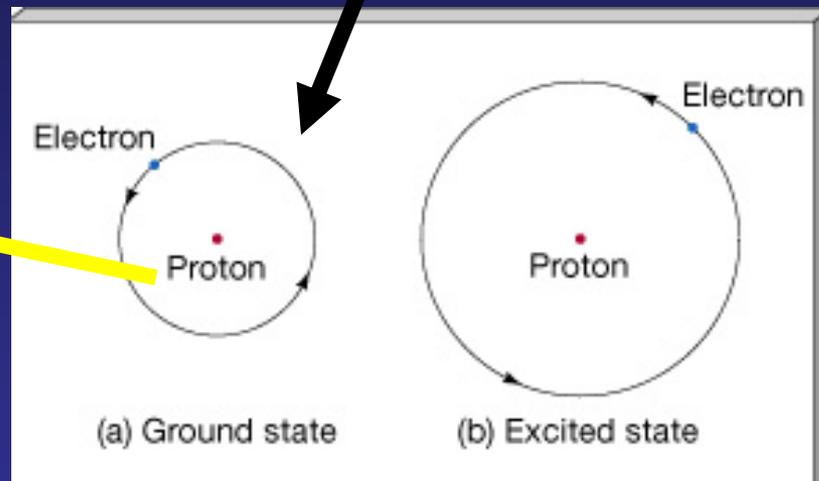
3) O átomo tende a voltar ao estado fundamental (estado de mínima energia) e poderá emitir um fóton de mesma energia do fóton original absorvido se voltar diretamente ao estado fundamental. (lei de conservação da energia: se o fóton voltar ao estado fundamental, a diferença de energia deverá aparecer em algum lugar...)



Fóton com energia maior do que a energia do estado fundamental = ionização ÁTOMO \Rightarrow ÍON (perde um e-)

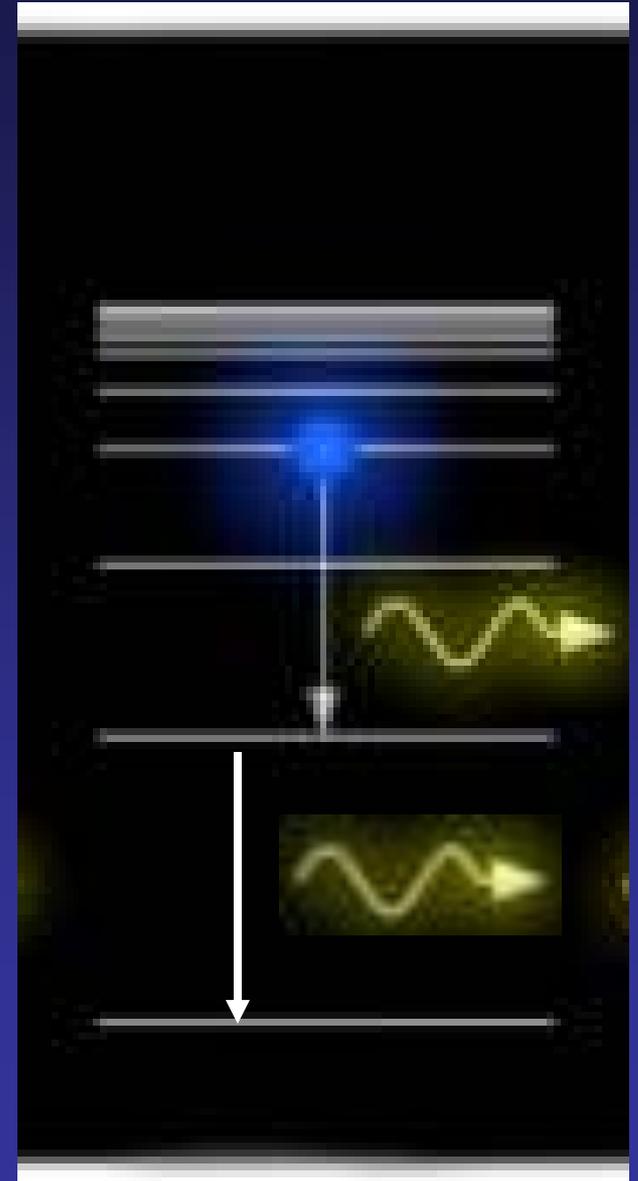
Lei básica da natureza: qualquer sistema naturalmente busca o estado de mínima energia

estado fundamental



Qual a relação com luz e linhas espectrais?

ou poderá emitir vários fótons se não voltar diretamente ao estado fundamental e sim passar por outros níveis de energia na seqüência (efeito cascata). A soma das energias dos fótons é = a energia do fóton original absorvido.



Resumindo

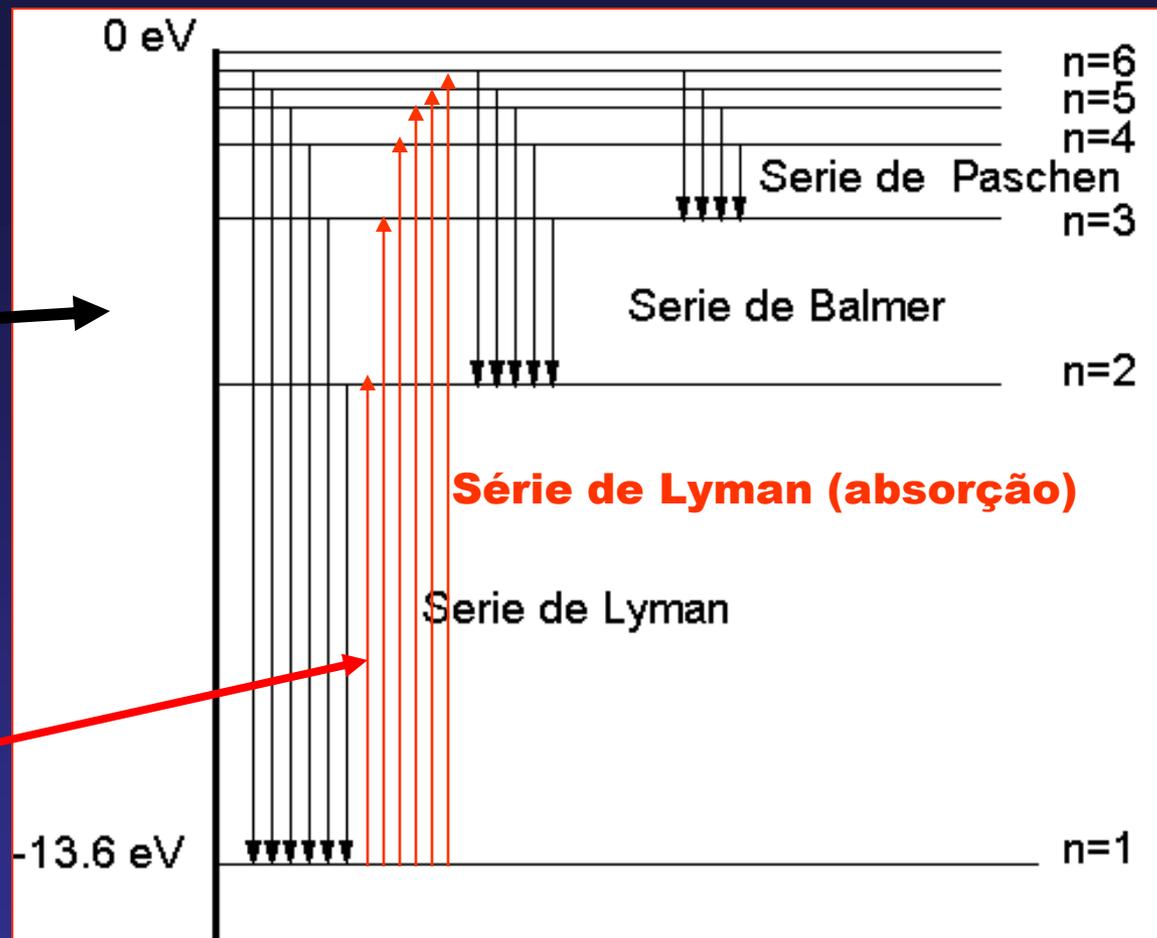
Um átomo quando é excitado, depois de um tempo tende a voltar ao seu estado original, que é o seu estado de mínima energia (estado fundamental). Quando o elétron retorna a órbita de mais baixa energia, ele vai perder energia. Isso significa que esta perda de energia deverá aparecer em algum lugar (princípio da conservação de energia). Esta energia aparece sob forma de um fóton que será emitido pelo átomo.

Cada vez que um elétron passa de um nível a outro de energia, esse comportamento é chamado de transição de um nível para outro.

O slide a seguir mostra os níveis de energia do átomo de H com algumas de denominações de suas transições.

As transições entre os diferentes níveis de energia do átomo de hidrogênio que originam as diferentes séries do espectro de emissão.

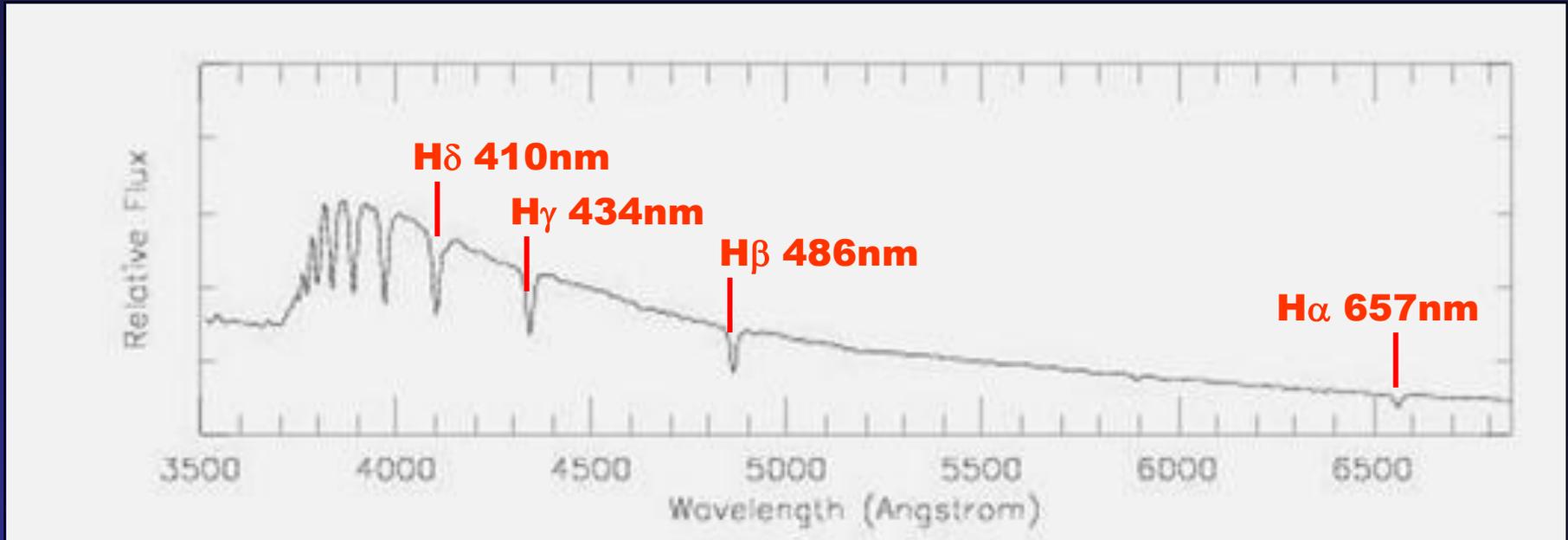
As transições do estado fundamental até os outros níveis são também chamadas de série de Lyman (espectro de absorção).



Simulador da absorção/emissão de fótons pelo átomo de hidrogênio

Espectro de absorção

Linhas do Hidrogênio



Aqui estão representadas algumas linhas de absorção do H, cada uma assinalada com a denominação correspondente a transição mostrada no slide anterior.

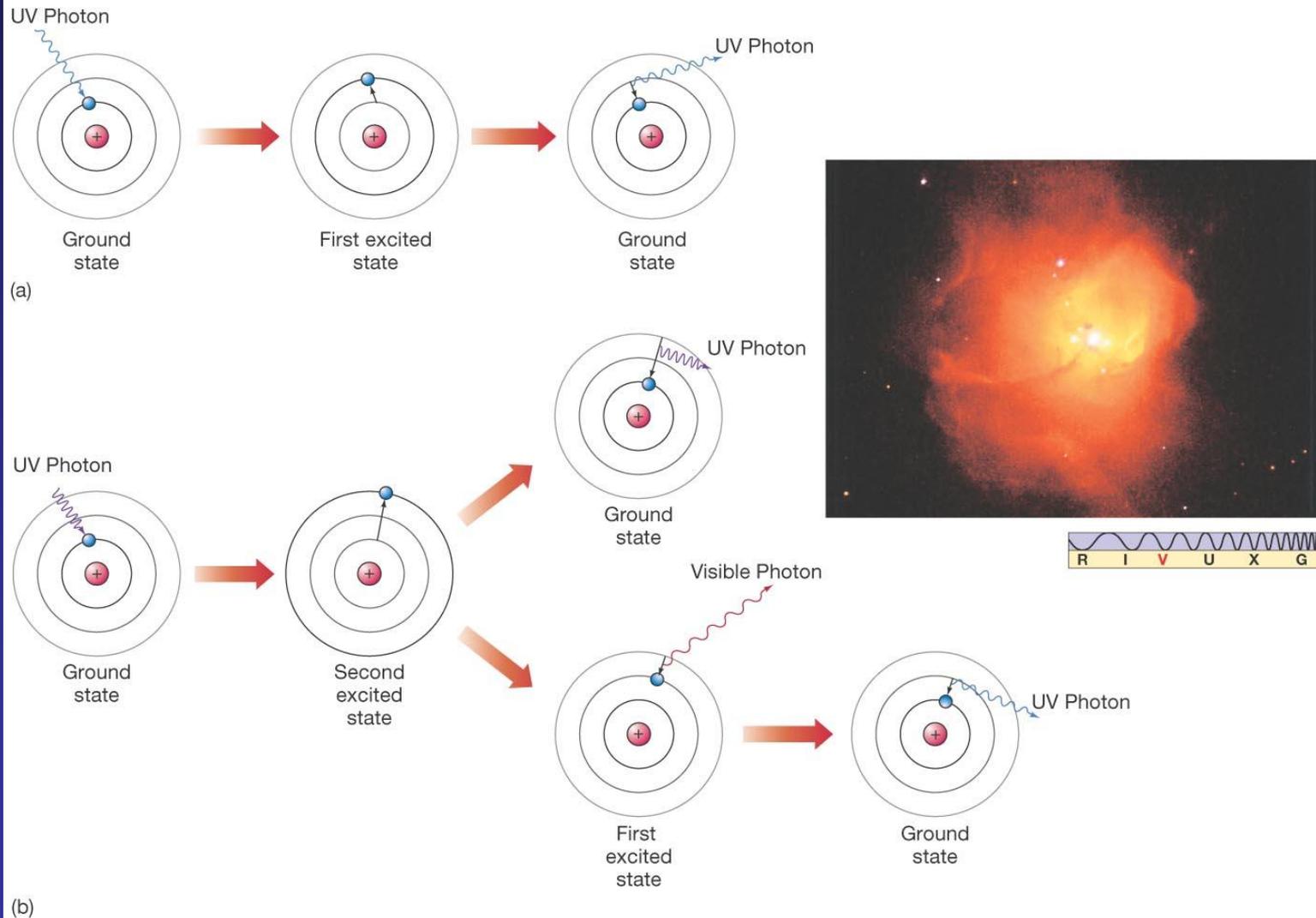
Ou seja, cada linha tem um nome e um comprimento de onda correspondente a sua transição. Cada comprimento de onda corresponde a uma transição que ocorre num átomo.

MAS ATENÇÃO:

O fato dos fótons de energias “certas” serem absorvidos pelos átomos de um gás e logo depois emitidos de volta não quer dizer que nunca se observaria o efeito de linhas de absorção num espectro.

- Observam-se as linhas de absorção por duas razões básicas:**
- 1) Os fótons emitidos de volta o são em qualquer direção. Logo, se o espectrógrafo estiver apontando na direção da fonte de luz+gás o instrumento estará medindo na maior parte das vezes os fótons que foram tirados do feixe original, ou seja os absorvidos.**
 - 2) Um fóton absorvido pode ser re-emitido em cascata, ou seja, pode ser emitido através de vários fótons de energia menor e portanto diferentes da energia do fóton original que foi absorvido.**

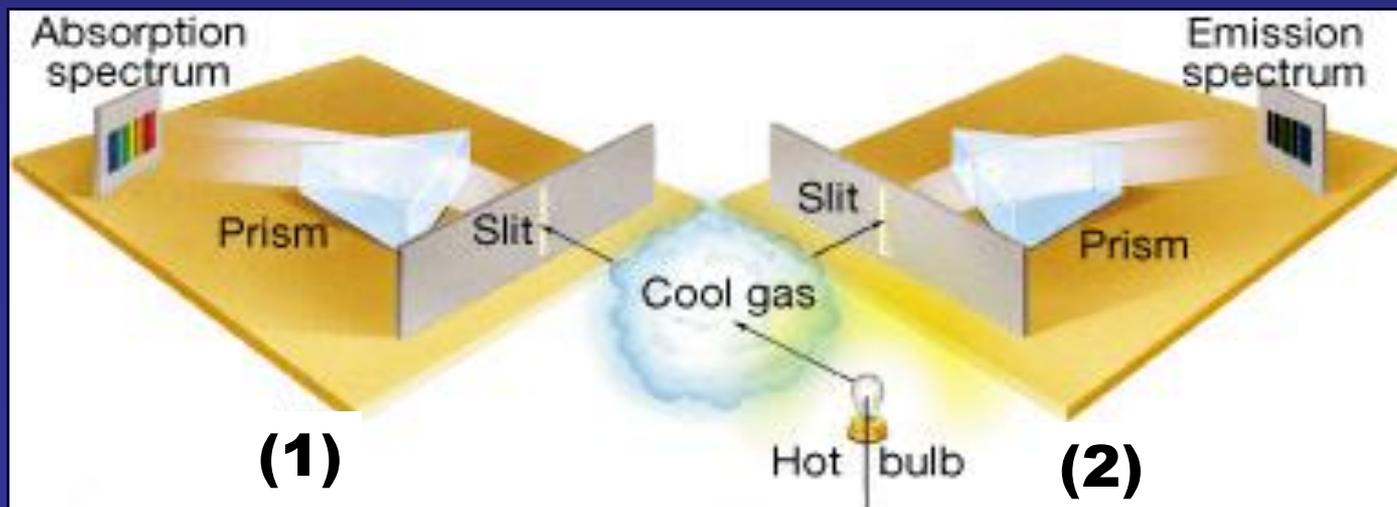
(a) Decaimento direto (b) Cascata



FORMAÇÃO DE LINHAS ESPECTRAIS

Um gás de H vai produzir :

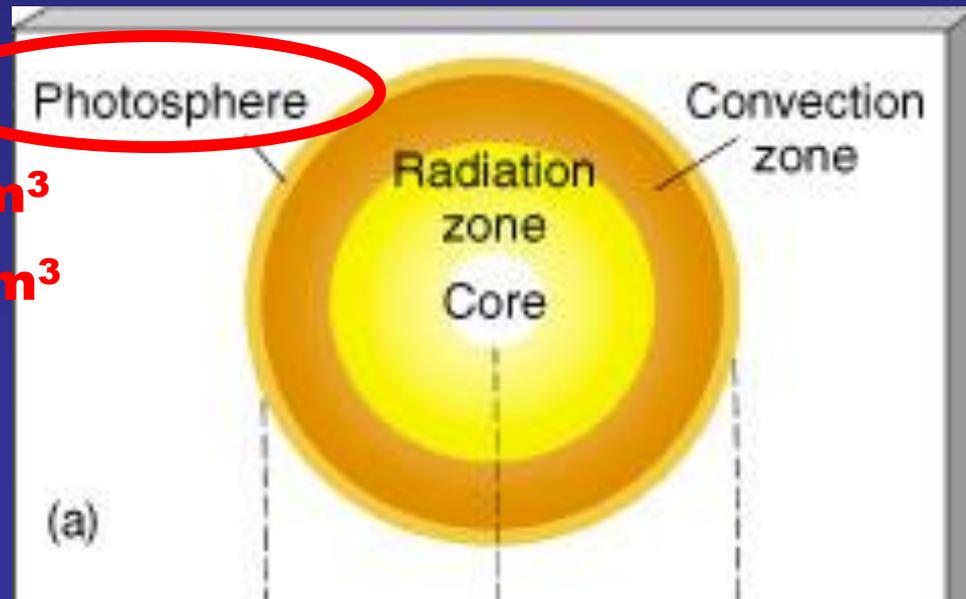
- (1) um espectro de linha de absorção se ele estiver entre o espectrógrafo e a fonte de luz contínua**
- (2) um espectro de linha de emissão, se visto de um ângulo diferente (sem ver a fonte de luz, só a nuvem).**



Porque as estrelas têm espectros com linhas de absorção??

Podemos pensar que estrelas são uma fonte de luz contínua produzida por um gás quente e denso no seu núcleo, com uma atmosfera mais fria de gás na sua borda que absorverá a radiação vinda de seu interior. Portanto se observará um espectro de absorção vindo da estrela. O espectro de absorção medido dará informações sobre a composição química do gás que constitui a atmosfera (fotosfera) da estrela.

ρ núcleo = 160.000 kg/cm^3
 ρ fotosfera = $2 \times 10^{-6} \text{ kg/cm}^3$



Espectro de emissão

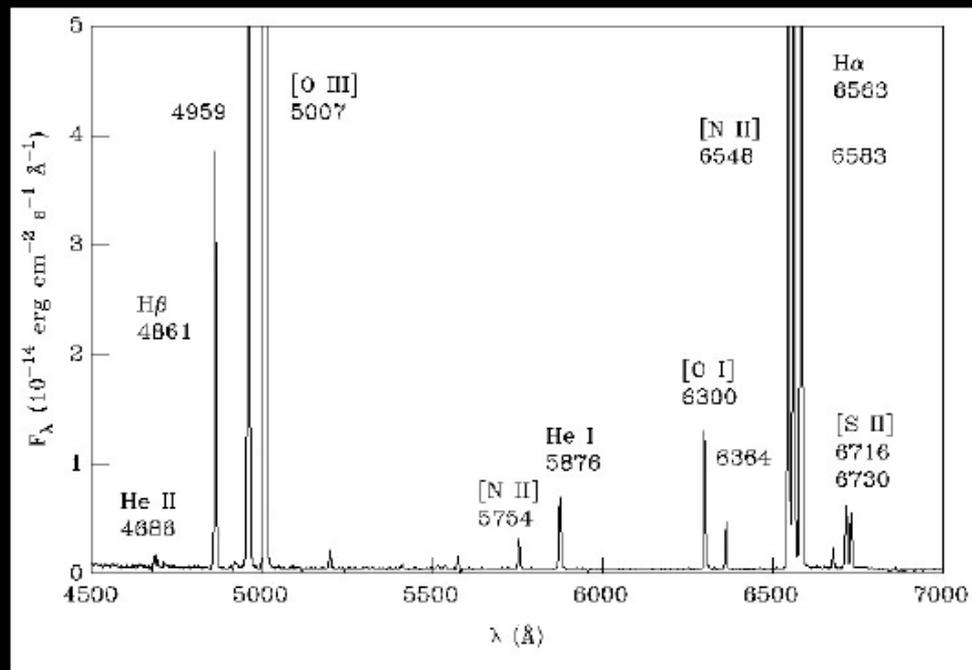


Helix Nebula • NGC 7293

Hubble Space Telescope • Advanced Camera for Surveys

NOAO 0.9m • Mosaic I Camera

NASA, NOAO, ESA, The Hubble Helix Team, M. Meixner (STScI), and T.A. Rector (NRAO) • STScI-PRC03-11a

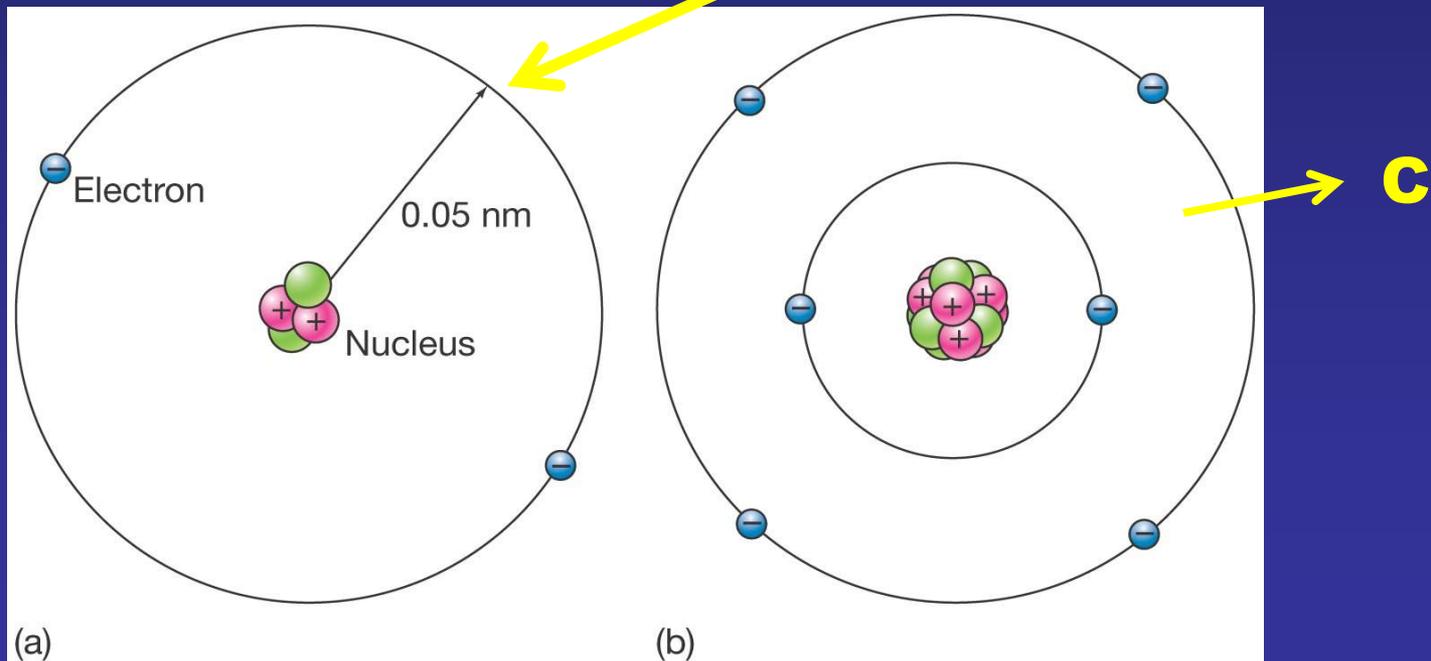


Se observarmos somente uma nuvem de gás quente e de baixa densidade, veremos um espectro de emissão. Este espectro também dará informações sobre a composição química da nuvem.

100-300 partículas/cm³

Espectros mais complexos

O número de prótons no núcleo define um átomo de um elemento químico H=1p, O 8p, Fe 26p...
Elemento mais simples depois do H é o He (2p+2n) com dois e- orbitando seu núcleo



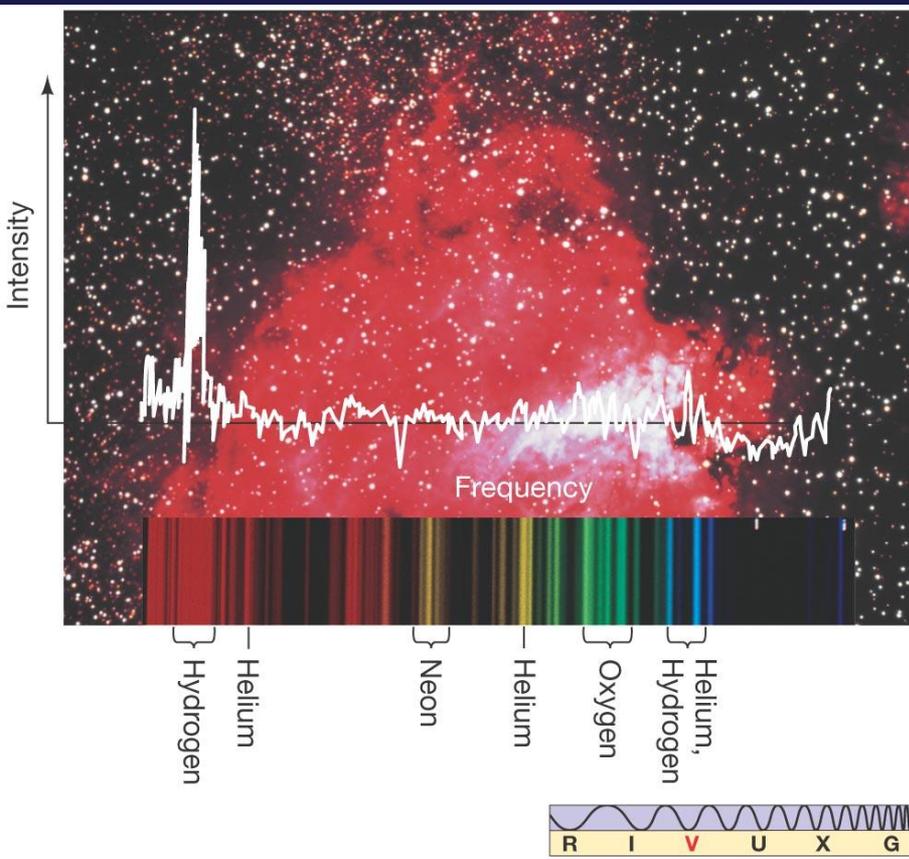
Espectros mais complexos

Por ex., o Fe contribuí com quase 800 linhas no espectro solar) por duas razões:

1) átomos com mais elétrons = mais transições possíveis

2) Fe está na maior parte ionizado (alguns dos seus 26 e- fora do átomo). Ionização muda a estrutura eletromagnética do átomo = níveis de energia do átomo ionizado \neq níveis do átomo neutro = conjunto diferente de linhas espectrais

Espectro de uma estrela/nuvem = toda a soma de transições de diferentes elementos (íons e átomos)



Transições eletrônicas nos mais baixos orbitais de elementos mais leves (H e He) produzem radiação visível e UV.

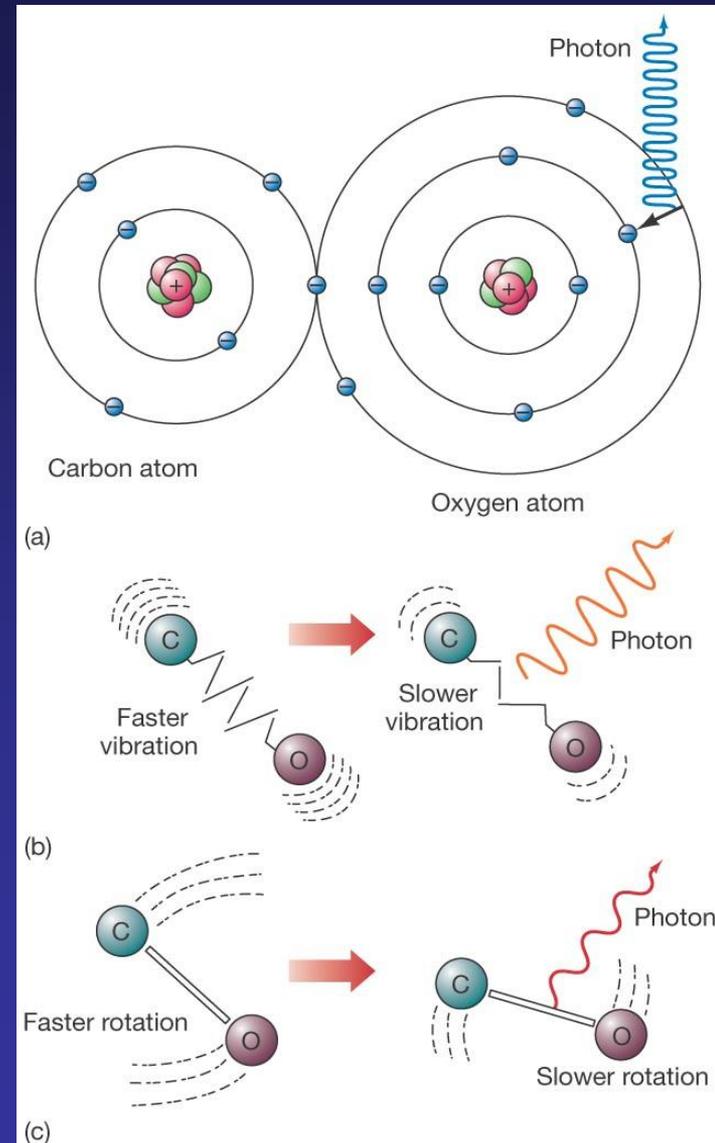
Transições entre estados altamente excitados do H e outros elementos produzem linhas no IR e rádio. (impossíveis de se medir em lab na Terra, mas medidas usando radiotelescópios)

Transições entre níveis mais baixos de energia em elementos mais pesados produzem linha espectrais de raios-X (algumas observadas em laboratório e outras em estrelas e outros objetos cósmicos)

Transições moleculares

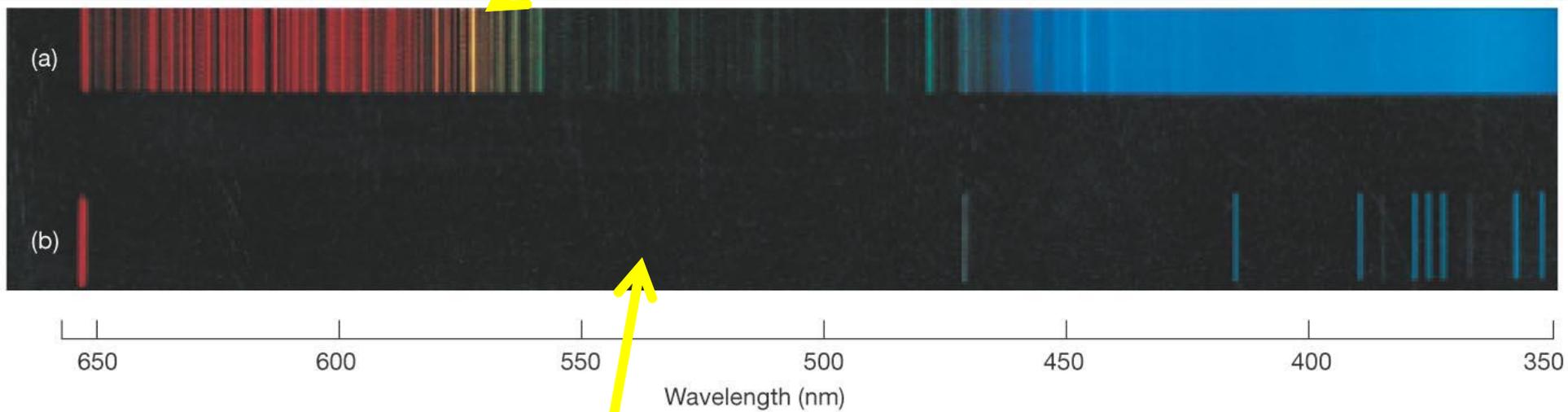
Moléculas podem vibrar e rotar, além de ter níveis de energia.

- Transições eletrônicas produzem linhas no visível e UV.
- Transições vibracionais produzem linhas IR.
- Transições rotacionais produzem linhas em rádio.



**Espectro molecular é bem mais complexo,
mesmo para o H.**

H molecular



H atômico

ANÁLISE ESPECTRAL

Informações espectrais derivada da luz	
ν ou λ do pico de radiação (espectro contínuo)	T (lei de Wien)
Linhas presentes	T, composição química
Intensidades das linhas	T, composição química
Largura das linhas	T, turbulência, velocidade de rotação densidade, campo magnético
Deslocamento doppler	velocidade radial (linha de visada)

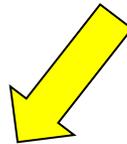
Intensidade de uma linha (emissão ou absorção): depende não só do número dos átomos absorvedores/emissores mas também da T.

Ex. Se na fotosfera de uma estrela todo o H tivesse no estado fundamental (T baixa), somente a série de Lyman seria observada (linhas UV). H no primeiro estado excitado (T + alta) : série de Balmer (linhas visíveis)

LUMINOSIDADES E BRILHO APARENTE

DEFINIÇÃO: o fluxo de energia (E/t/área)
(ou brilho aparente)

$$\text{fluxo} \propto \frac{\text{Luminosidade}}{D^2}$$

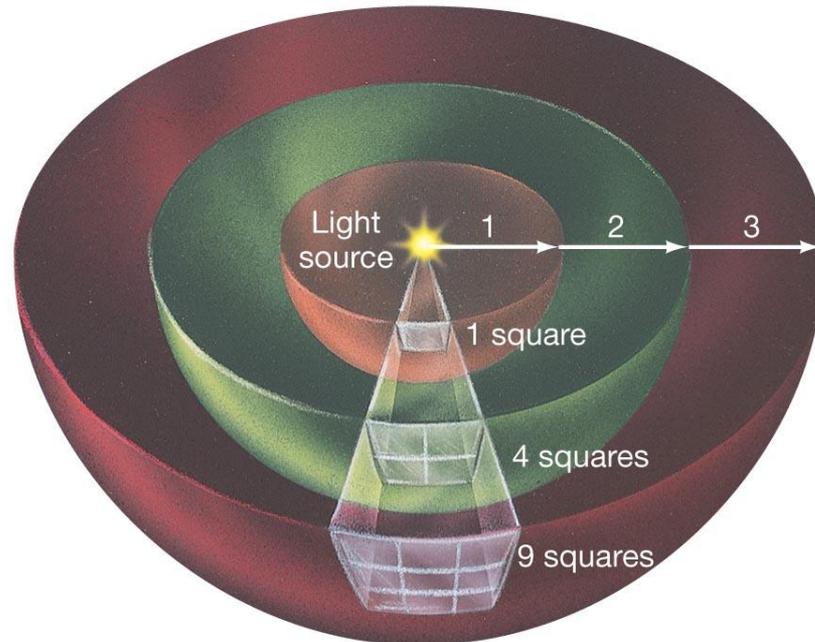


dependente da distância

L = brilho intrínseco
ou luminosidade

O que medimos no telescópio+equipamento ou mesmo a olho nu é o fluxo, ou seja, o brilho aparente de uma estrela.

fluxo (brilho aparente) $\propto \frac{\text{Luminosidade (brilho intrínseco)}}{D^2}$



**se duplicarmos a distância ($2 \times D$)
o brilho aparente fica 2^2 ou 4 vezes mais
fraco**

**se triplicarmos a distância ($3 \times D$)
o brilho fica 3^2 ou 9 vezes mais fraco**

etc.....

$$\text{fluxo (brilho aparente)} \propto \frac{\text{Luminosidade (brilho intrínseco)}}{D^2}$$

Mais comum: escala de magnitude ao invés de fluxo

MAGNITUDE APARENTE

A primeira definição desta escala data do 2º século AC pelo astrônomo grego Hiparcos.

mag=1 \Rightarrow mais brilhante (m_1)

mag=6 \Rightarrow mais fraca (m_6)

Pogson (1956) adaptou a escala para que fosse igual a de Hiparcos.



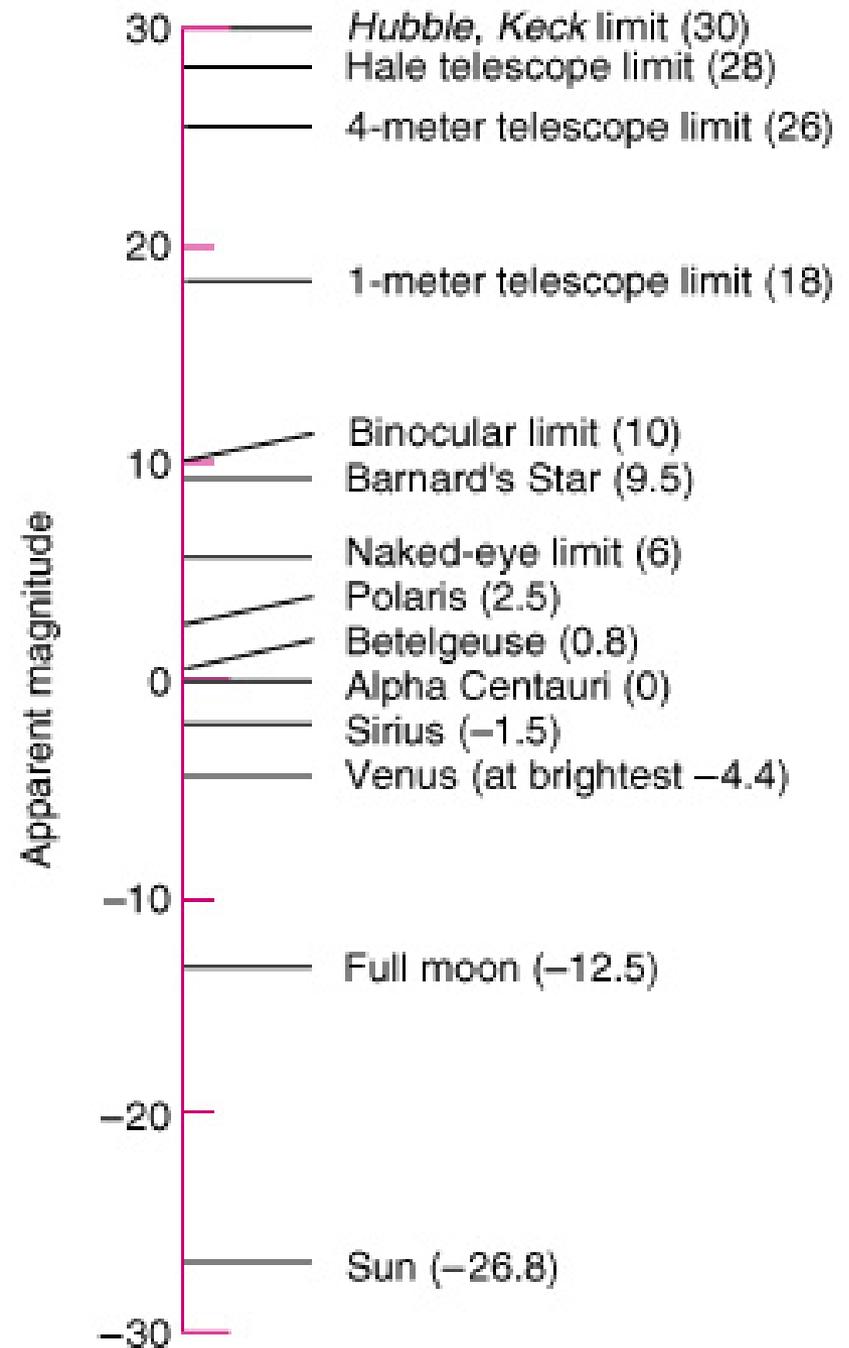
Quando se começou a usar instrumentos para medir a luz vinda das estrelas viu-se que a fisiologia do olho humano é tal que:

- 1. a mudança de 1 mag, corresponde a um fator de 2.5 em brilho aparente (fluxo).**
- 2. a diferença entre uma mag e outra corresponde a diferença entre os logarítmos dos fluxos.**

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log(f_1 / f_2)$$

O sinal de - tem a ver com o fato da escala definida por Hiparcos ser invertida (mag numericamente menor = mais brilhante).

MAGNITUDES APARENTES DE ALGUNS OBJETOS



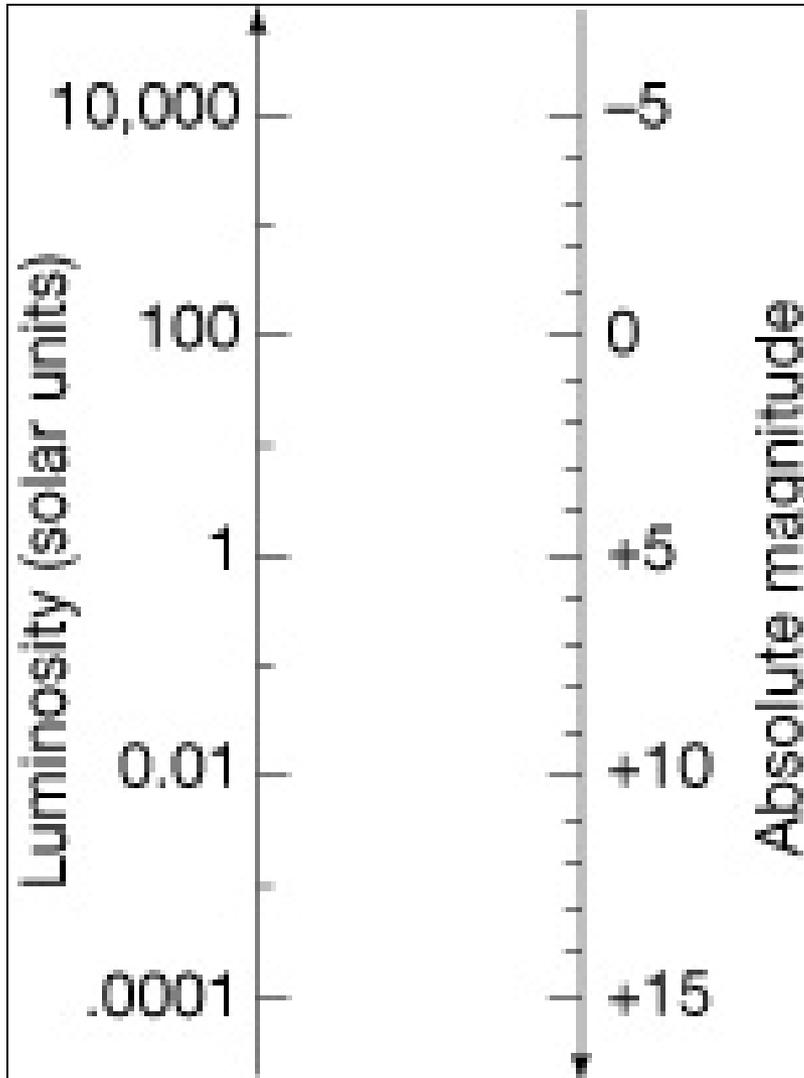
MAGNITUDE ABSOLUTA

**É uma escala de luminosidade
(brilho intrínseco de uma estrela = energia/tempo)**

$M = \underline{\text{magnitude absoluta}} \Rightarrow \text{magnitude aparente se a } \star \text{ estiver a uma distância de } 10 \text{ pc}$

Supondo um conjunto de estrelas que estão a uma mesma distância da Terra, a diferença entre as suas magnitudes refletem a diferença entre os seus brilhos intrínsecos (ou luminosidades)

A magnitude absoluta M é uma escala logarítmica da luminosidade:



Fazendo a diferença entre magnitudes absolutas de uma dada estrela e o sol podemos escrever:

$$M - M_{\odot} = -2.5 \log(L/L_{\odot})$$

$$M_{\odot} = +4.83$$

$M =$ magnitude absoluta \Rightarrow magnitude aparente se a  estiver a uma distância $D=10$ pc

E sabendo que: $F = \frac{L}{4\pi D^2}$ e $m_1 - m_2 = -2.5 \log \left(\frac{F_1}{F_2} \right)$

Podemos escrever uma relação entre magnitude aparente, magnitude absoluta e distância, supondo duas estrelas de mesma luminosidade localizadas a distâncias d e 10 pc :

$$M - m = -2.5 \log \left(\frac{F_{10}}{F} \right) \Rightarrow 10^{\frac{m-M}{2.5}} = \frac{F_{10}}{F} = \left(\frac{D}{10 \text{ pc}} \right)^2$$

$$m - M = 5 \log D - 5 \log(10 \text{ pc})$$

$$m - M = 5 \log D - 5$$



conhecendo-se M e m têm-se D (em pc)

Esta expressão é conhecida como MÓDULO DE DISTÂNCIA

AS CORES E A CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL DAS ESTRELAS

Como foi visto a cor de uma estrela está associada com a sua temperatura superficial (lembrar do corpo negro).

T superficial (K)	Tipo Espectral	Cor	Exemplo
30.000	O	azul-violeta	δ Orionis (uma das 3 Marias)
20.000	B	azul	Rigel (β Orionis)
10.000	A	Branca	Vega, Sirius
7000	F	Branco-amarela	Canopus
6000	G	Amarela	Sol, α Centauri
4000	K	Laranja	Arcturus, Aldebaran
3000	M	Vermelha	Betelgeuse, Próxima Cen

A classe espectral também está associada com os tipos de minhas espectrais predominantes

T superficial (K)	Tipo Espectral	Principais características linhas de absorção
30.000	O	Linhas fortes de He 1 vez ionizado, elementos + pesados multiplamente ionizados (O, N, Si), H fraco (quase todo o H está ionizado)
20.000	B	He neutro moderado, elementos mais pesados 1 vez ionizados, H moderado
10.000	A	He neutro muito fraco, elementos mais pesados 1 vez ionizados (Ca, Ti) , H forte
7000	F	Elementos mais pesados 1 vez ionizados, metais neutros (Fe, Ca), H moderado
6000	G	Elementos mais pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H relativamente fraco
4000	K	Elementos mais pesados 1 vez ionizados, metais neutros (forte), H fraco
3000	M	metais neutros (forte), moléculas (moderado), H muito fraco

Principais características linhas de absorção

Linhas fortes de He 1 vez ionizado, elementos + pesados multiplamente ionizados (O, N, Si), H fraco (quase todo o H está ionizado)

He neutro moderado, elementos mais pesados 1 vez ionizados, H moderado

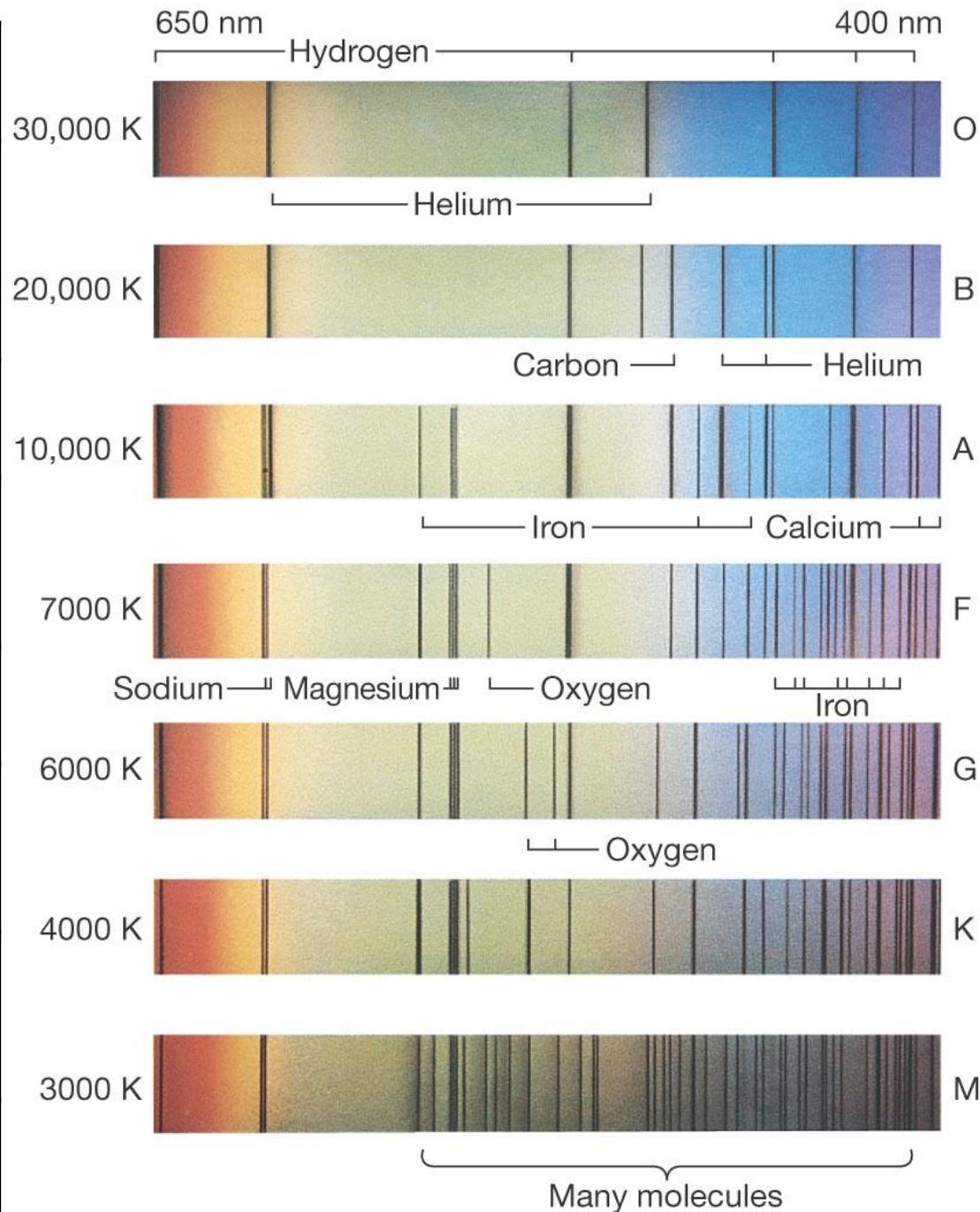
He neutro muito fraco, elementos mais pesados 1 vez ionizados (Ca, Ti), H forte

Elementos mais pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H moderado

Elementos mais pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H relativamente fraco

Elementos mais pesados 1 vez ionizados, metais neutros (forte), H fraco

metais neutros (forte), moléculas (moderado), H muito fraco



OS TAMANHOS DAS ESTRELAS

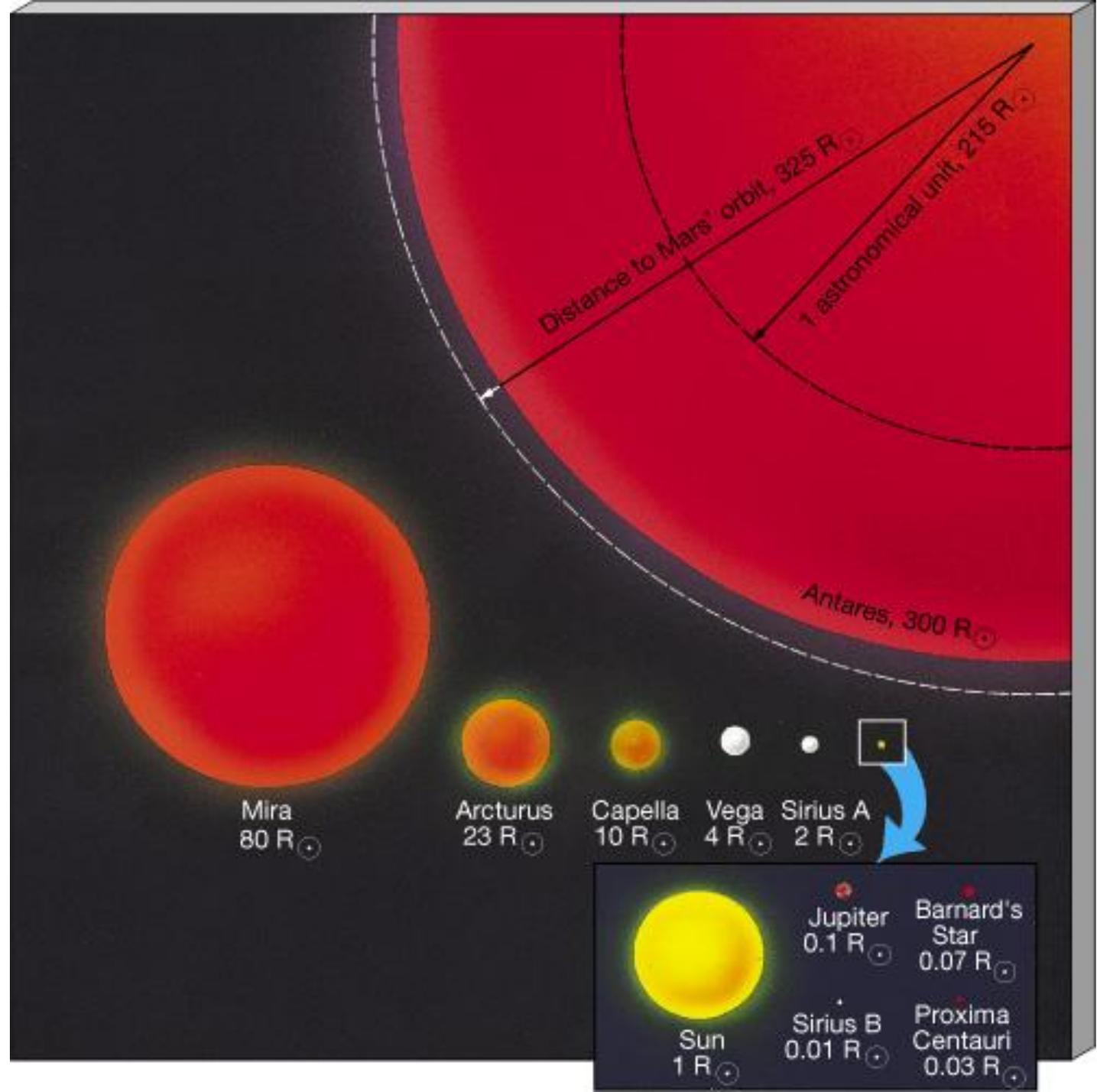
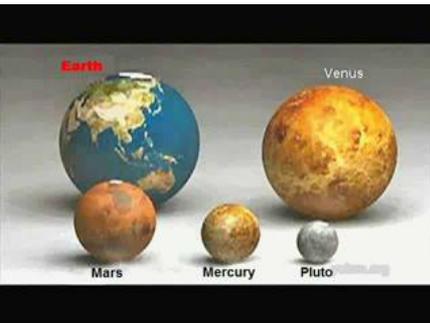
Estrelas variam de tamanho de acordo com a sua massa e/ou seu estágio evolutivo.

**Anã branca: raio comparável ao da
Terra**

Anã: $0.1R_{\odot} < R < 10 R_{\odot}$

Gigante: $10R_{\odot} < R < 100R_{\odot}$

Supergigante $100R_{\odot} < R < 1000 R_{\odot}$



Medindo o tamanho

Relembrando que :

F(energia/t/área) \propto Temperatura⁴ (lei de Stefan-Boltzmann)

Para calcular a luminosidade é necessário multiplicar F pela área da superfície da estrela (raio²)

Luminosidade \propto raio² \times temperatura⁴

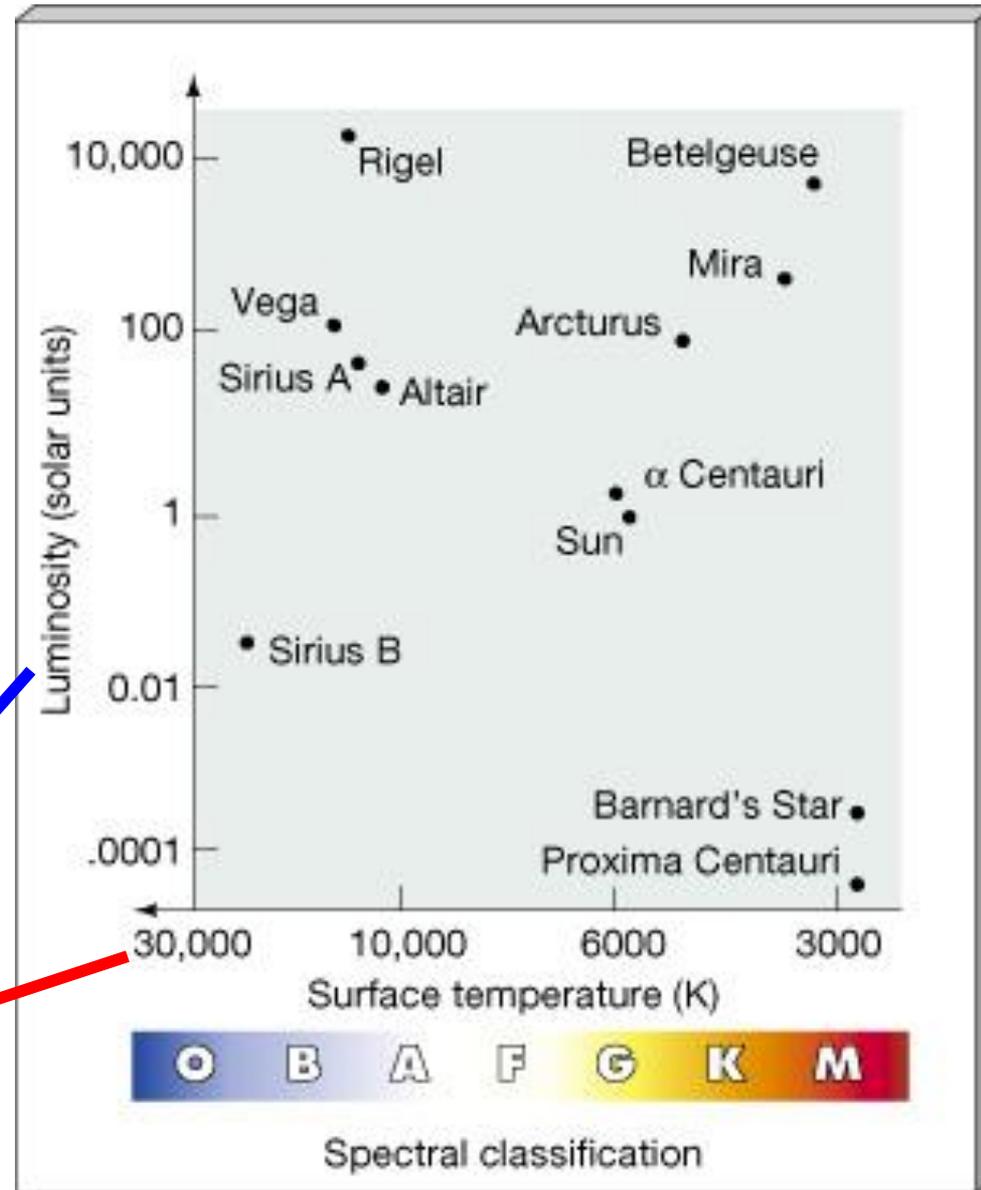
Sabendo a luminosidade e a temperatura da estrela, estima-se seu tamanho.

O DIAGRAMA HERTZSPRUNG-RUSSEL

**Astrônomos usam
luminosidade e
temperatura superficial
para classificar
estrelas**

Diagrama HR das estrelas

**Escala de
luminosidade solar
 $L_{\odot} = 3.9 \times 10^{26} \text{ W}$
Escala decrescente
em T**



O DIAGRAMA HR

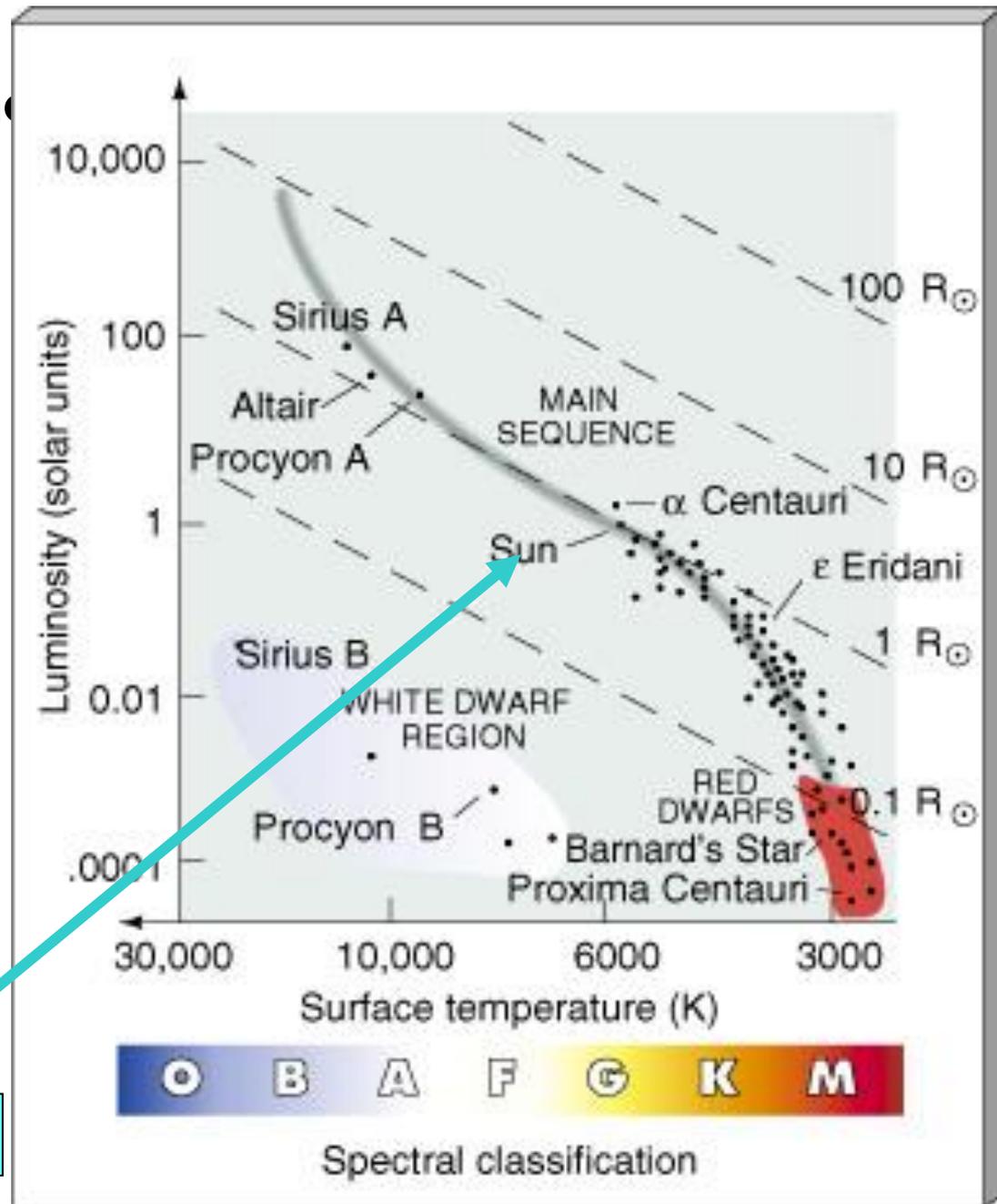
Plotando mais estrelas no diagrama HR

Diagrama HR de estrelas próximas (5 pc do Sol)

Estrelas se localizam em regiões bem definidas no diagrama: estrelas de mais baixa T tendem a ser mais fracas em brilho e estrelas de mais alta T tendem a ser mais fortes em brilho



SEQUÊNCIA PRINCIPAL

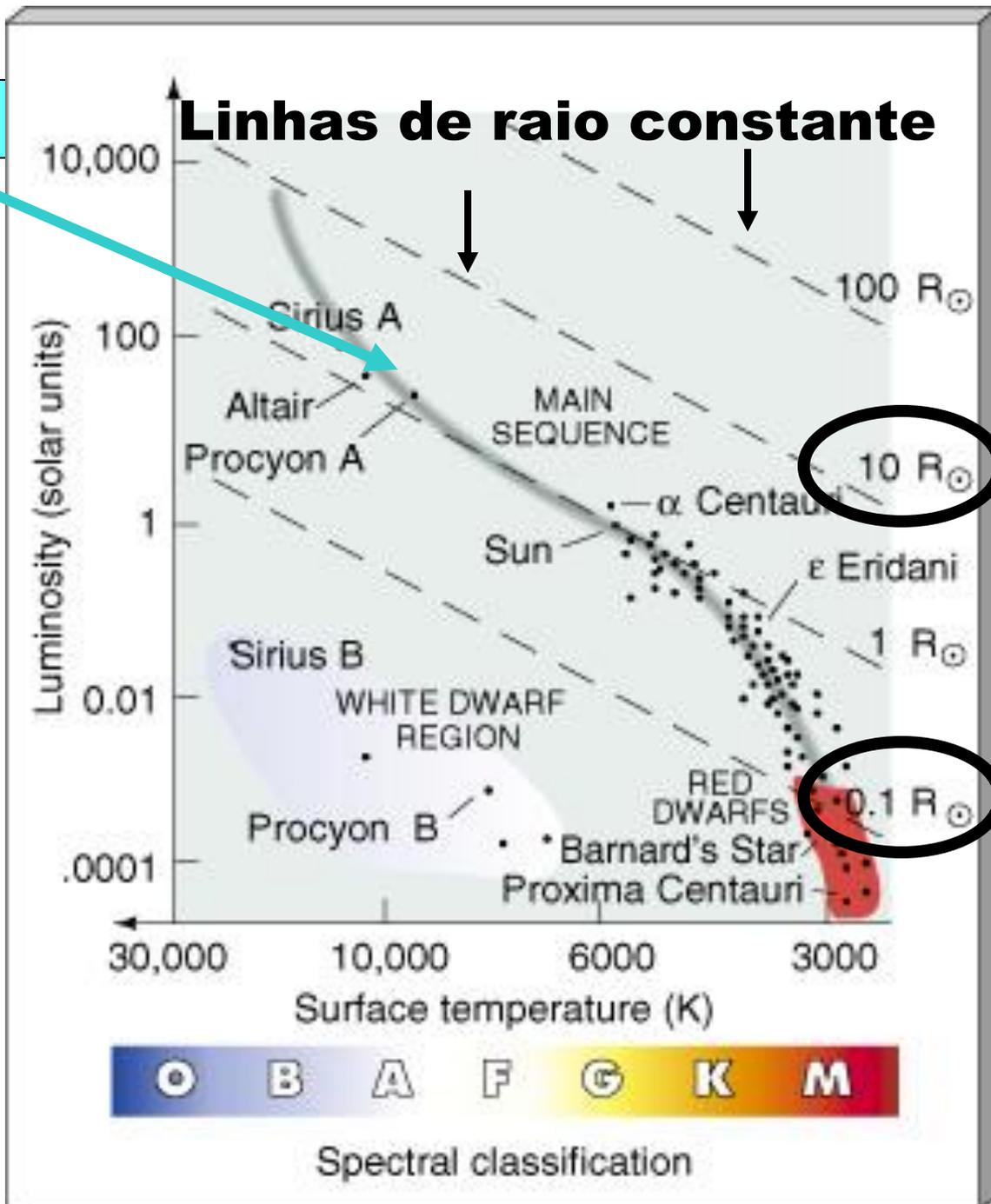


O DIAGRAMA HR

SEQUÊNCIA PRINCIPAL

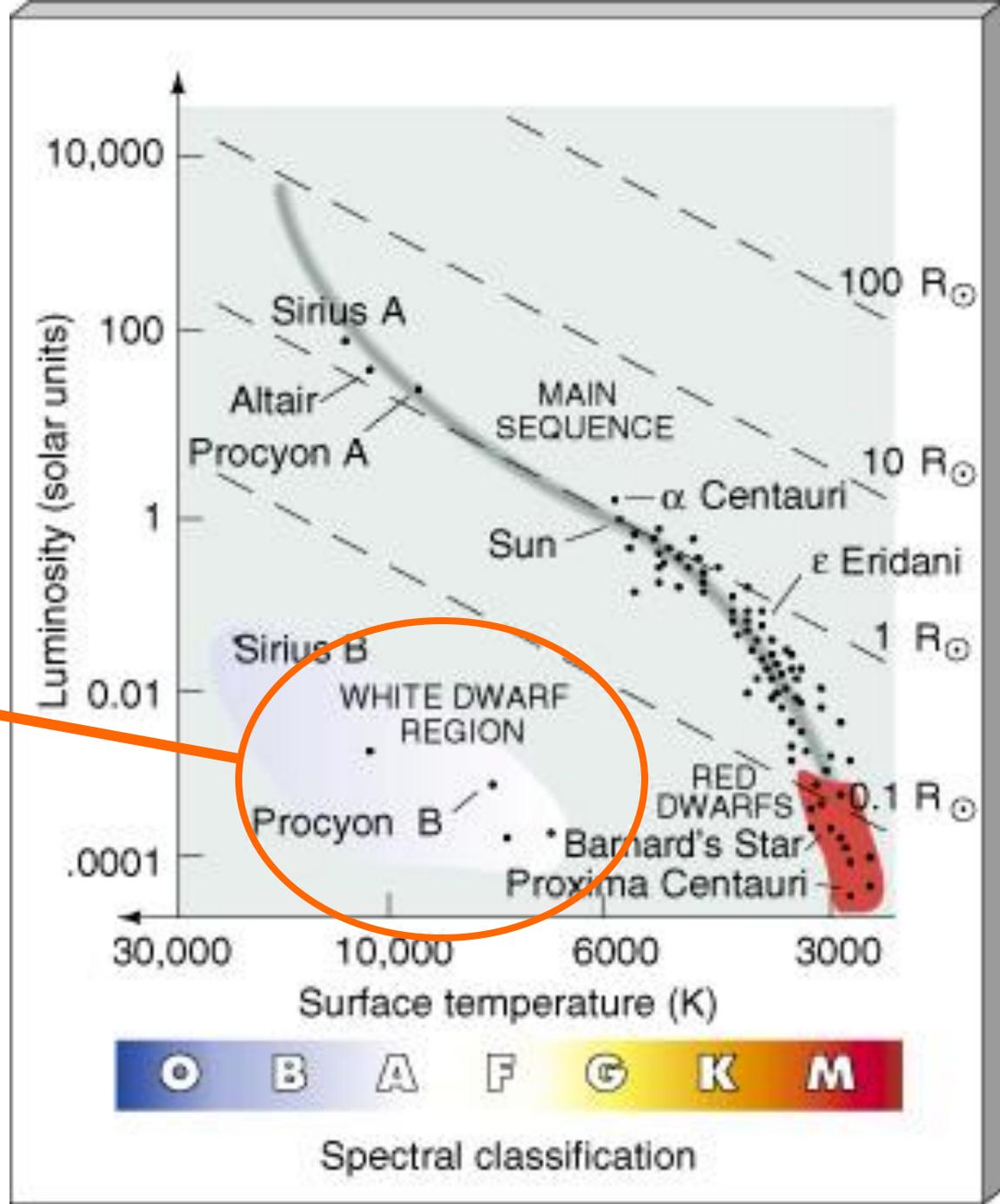
Usando a relação entre luminosidade-temperatura-raio nota-se que o tamanho das estrelas varia ao longo da seqüência principal.

As estrelas tipo M menos brilhantes tem somente 1/10 do raio do Sol e as de tipo O mais brilhantes tem 10 vezes o raio do Sol



O DIAGRAMA HR

**Região das
anãs brancas**



O DIAGRAMA HR

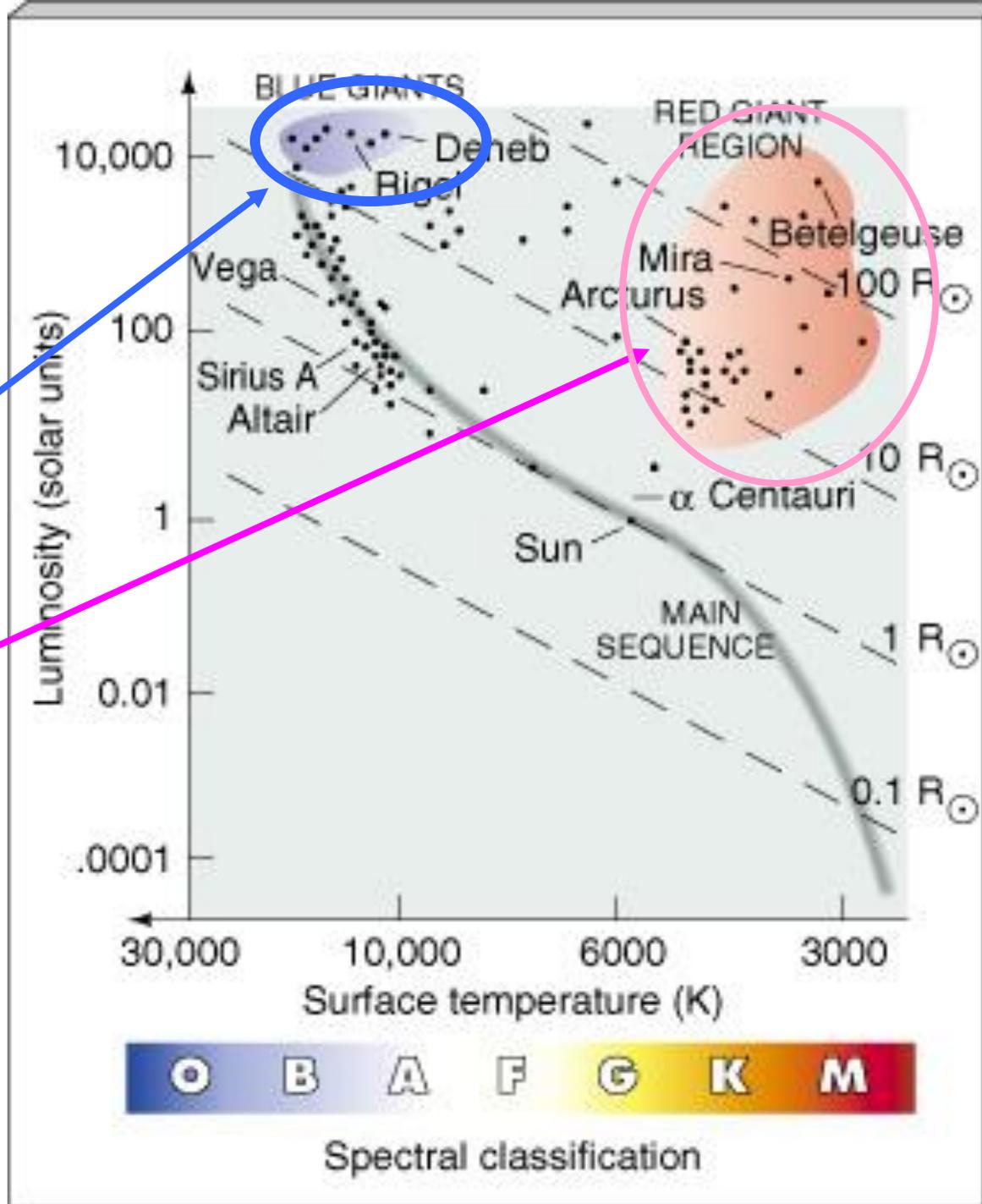
Plot de estrelas mais brilhantes

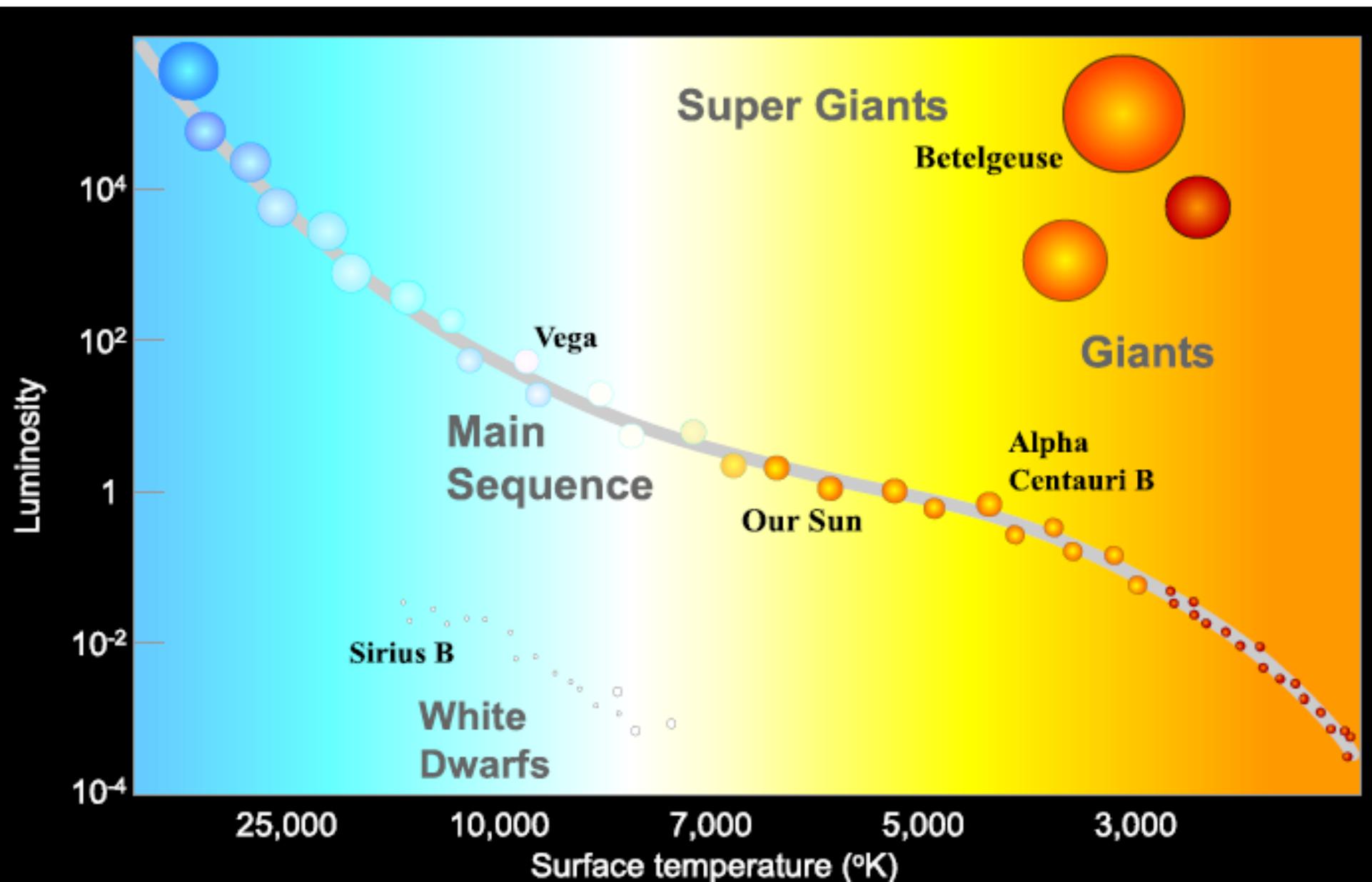
Não estão na seqüência principal

Região das gigantes azuis

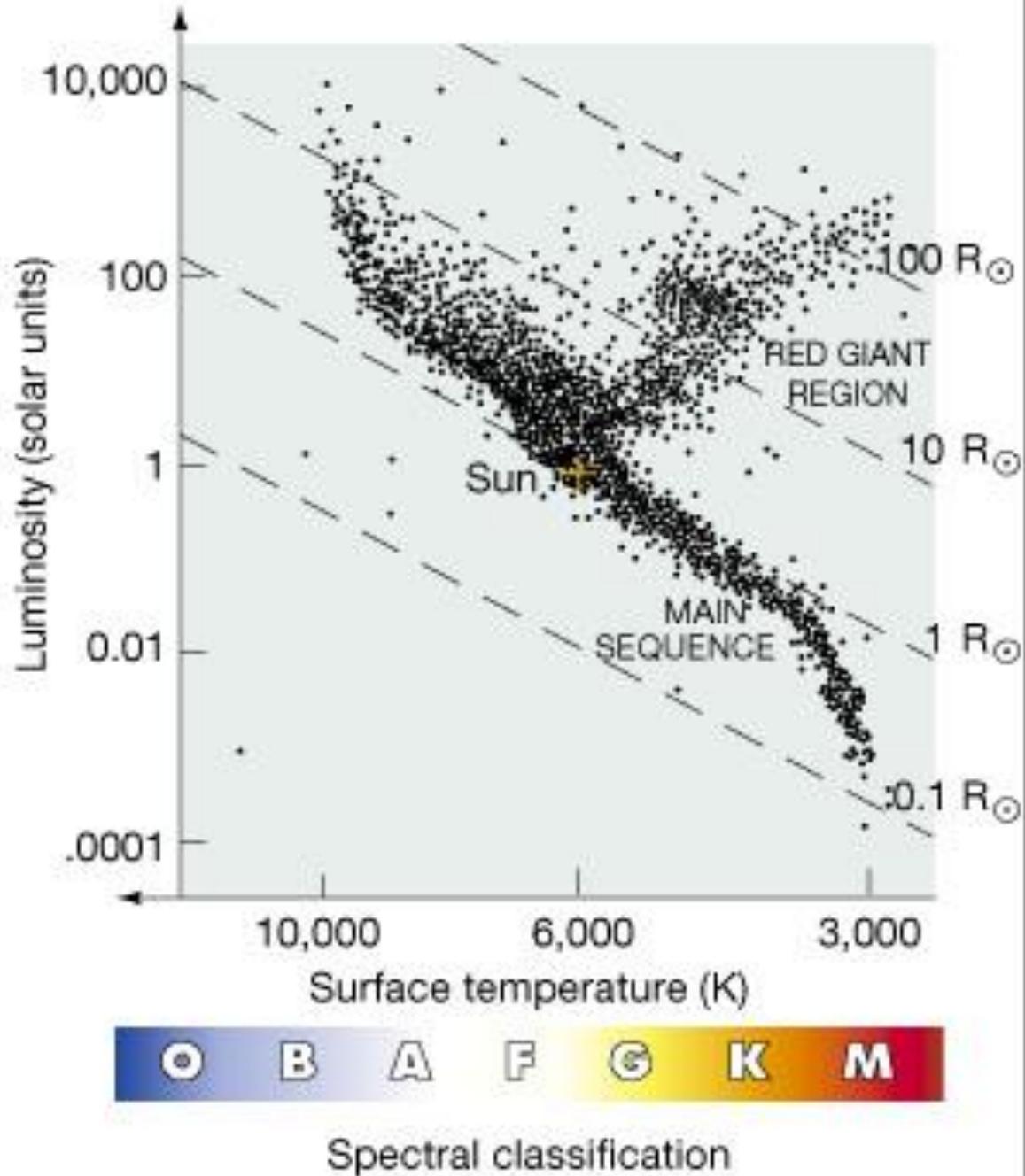
Região das gigantes vermelhas

A maior parte das estrelas da nossa galáxia está na seqüência principal

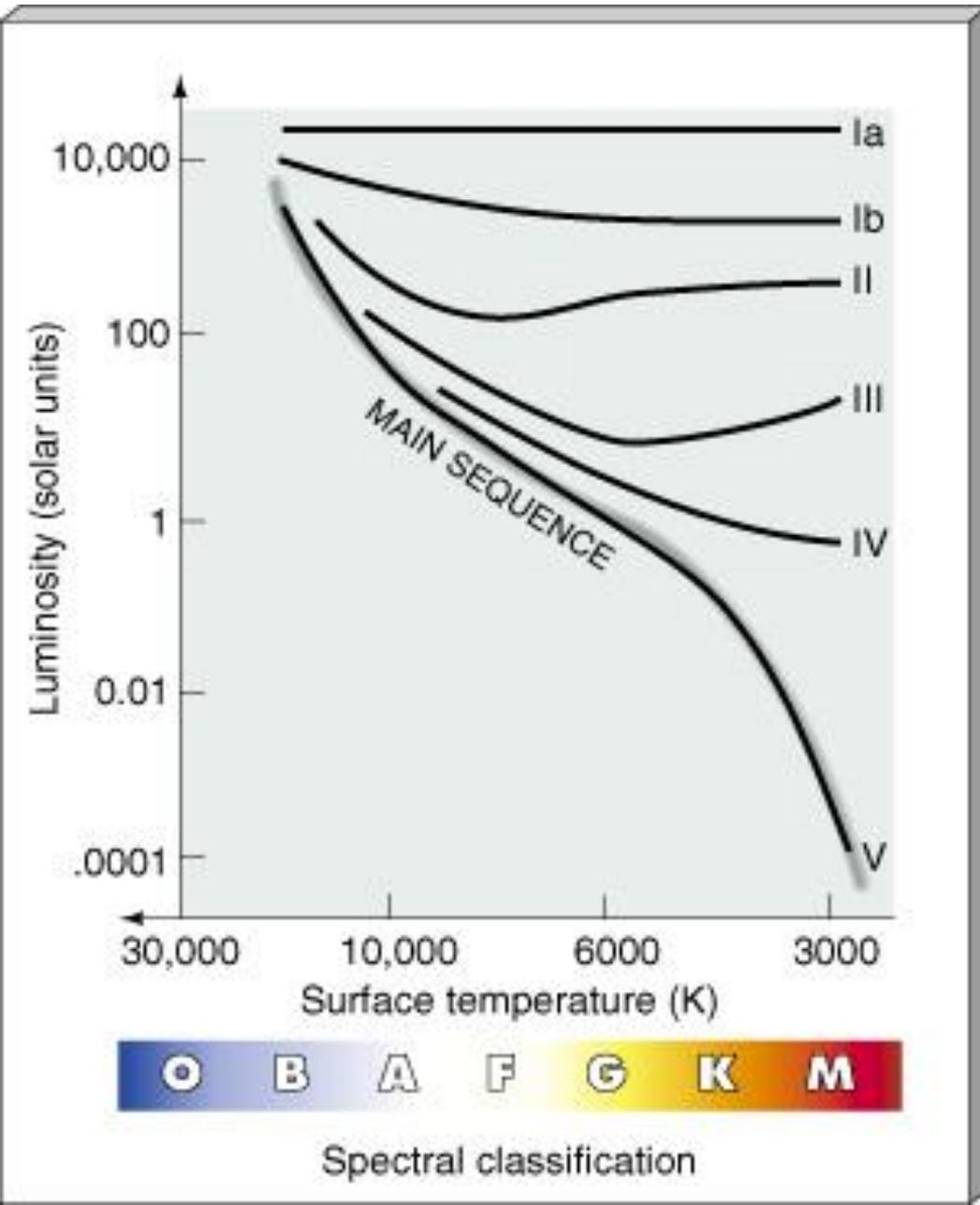




**Diagrama
resultante das
medidas do
Hipparcos \Rightarrow
20.000 estrelas na
faixa de distância
de 1000 pc**



CLASSE DE LUMINOSIDADE



CLASSE	ESTRELAS
Ia	Supergigantes brilhantes
Ib	Supergigantes
II	Gigantes brilhantes
III	Gigantes
IV	Subgigantes
V	Anãs (seqüência principal)

CLASSE DE LUMINOSIDADE

CLASSE	ESTRELAS
Ia	Supergigantes brilhantes
Ib	Supergigantes
II	Gigantes brilhantes
III	Gigantes
IV	Subgigantes
V	Anãs (seqüência principal)

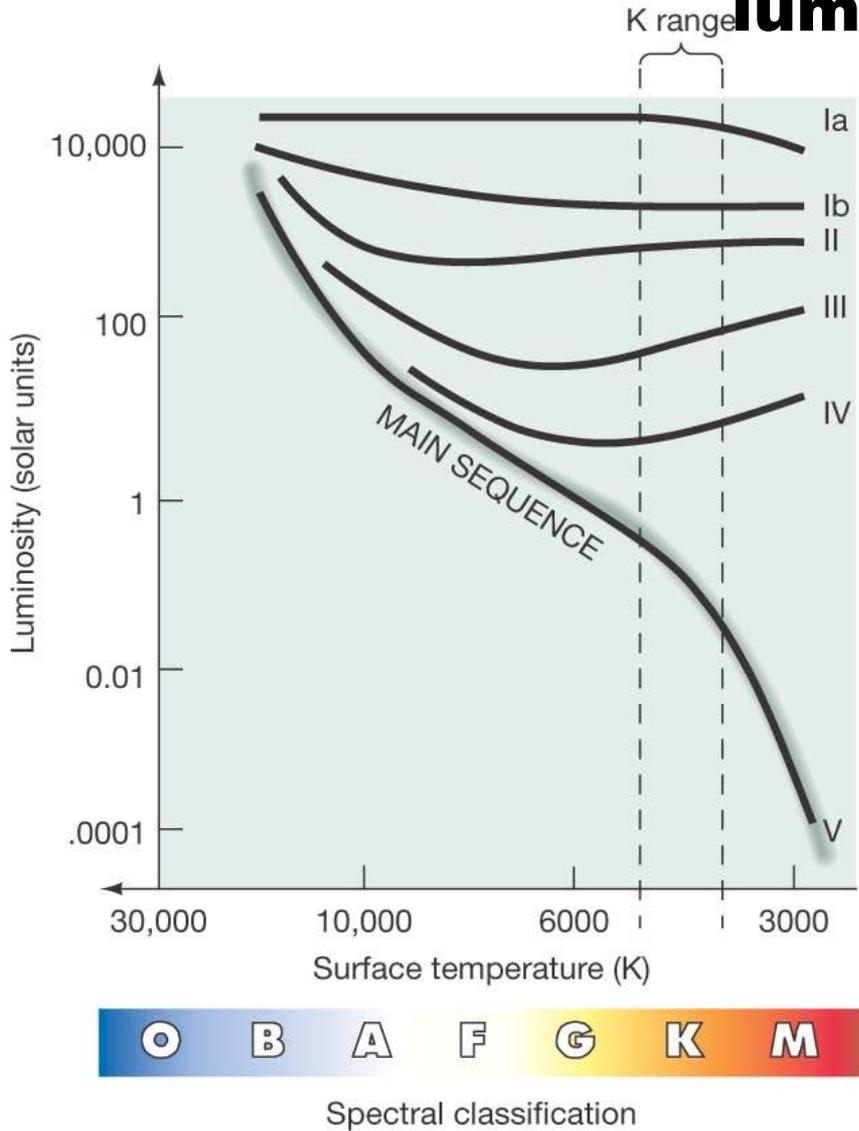
Classe de luminosidade é estimada através do espectro das estrelas.

As linhas de um espectro de absorção podem variar não só as suas intensidades, mas também as suas larguras. A largura dá informação sobre a densidade da atmosfera da estrela.

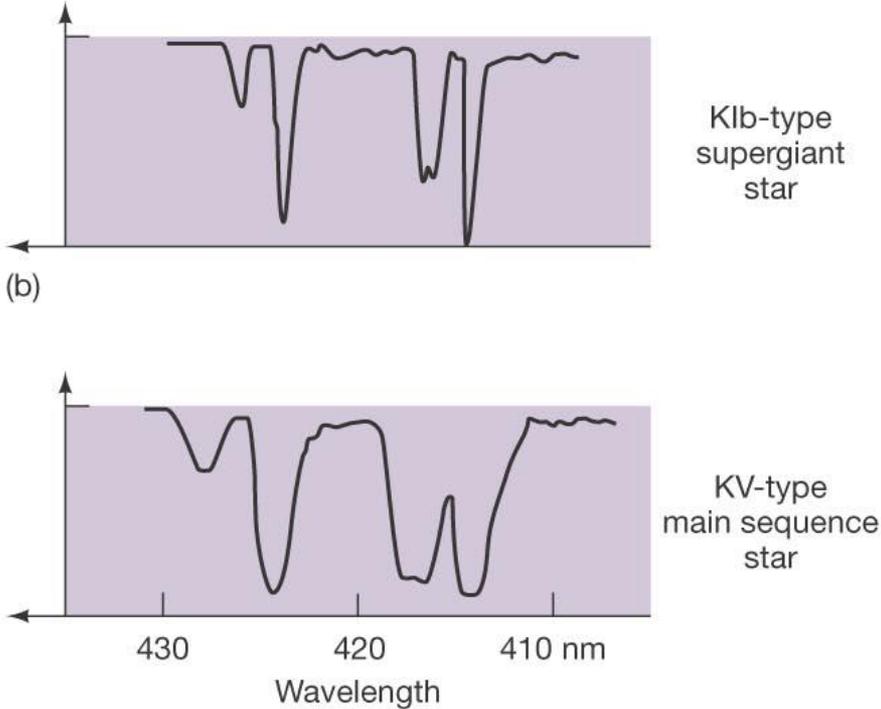
A atmosfera de uma gigante é menos densa (linhas + estreitas) do que a atmosfera de uma estrela anã que é menos densa do que a de uma anã branca (linhas + largas).

Pode-se então definir uma estrela pelo tipo espectral e classe de luminosidade

luminosidade



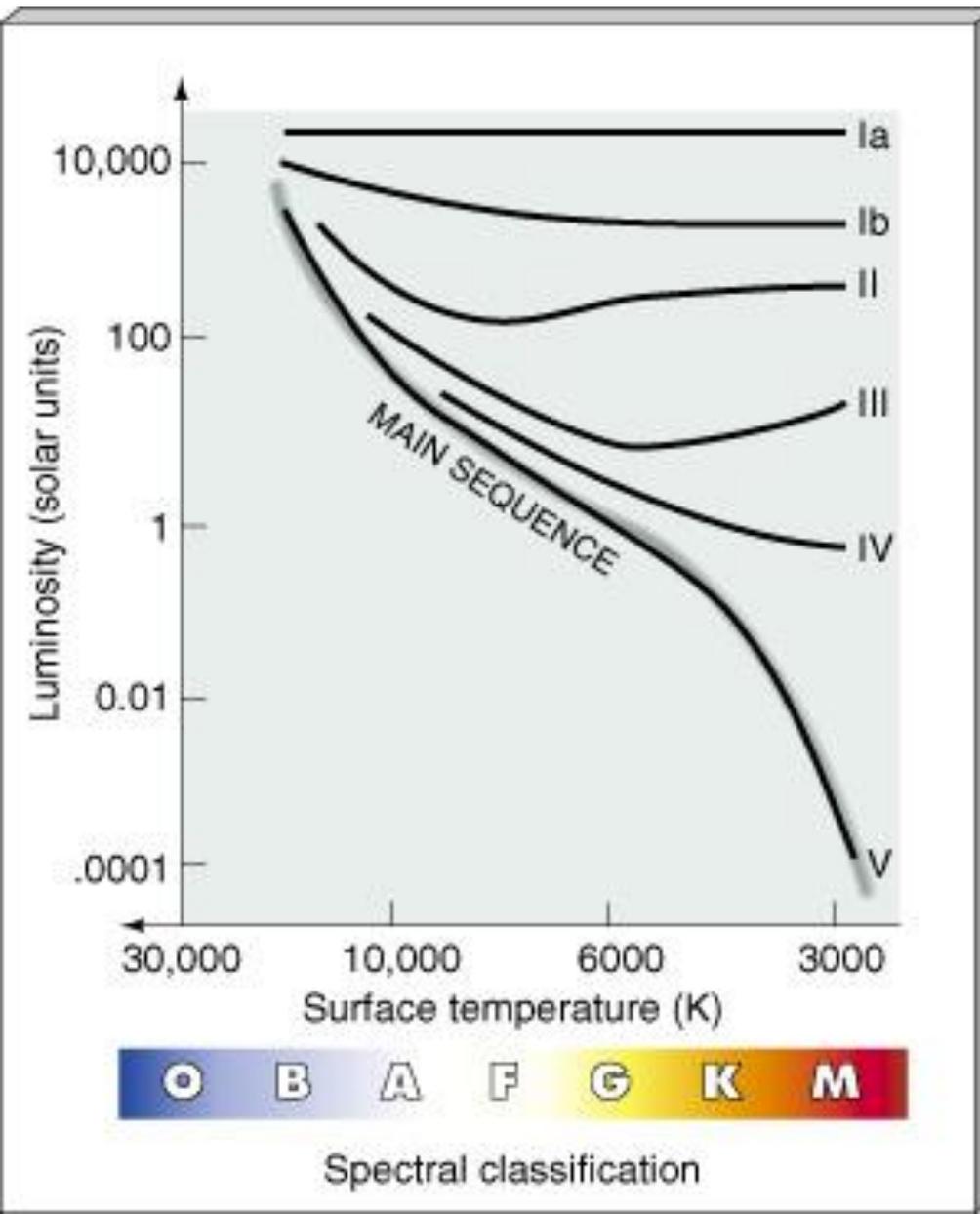
Linhas de Ca e Fe



(a)

(c)

DETERMINAÇÃO DE DISTÂNCIA POR PARALAXE ESPECTROSCÓPICA



Através do espectro ou cor de



uma



- T superficial ou tipo espectral
- classe de luminosidade

Se tipo espectral = V :
uma T corresponde a uma L

tendo-se L calcula-se M :
 $M = M_{\odot} - 2.5 \log(L/L_{\odot})$

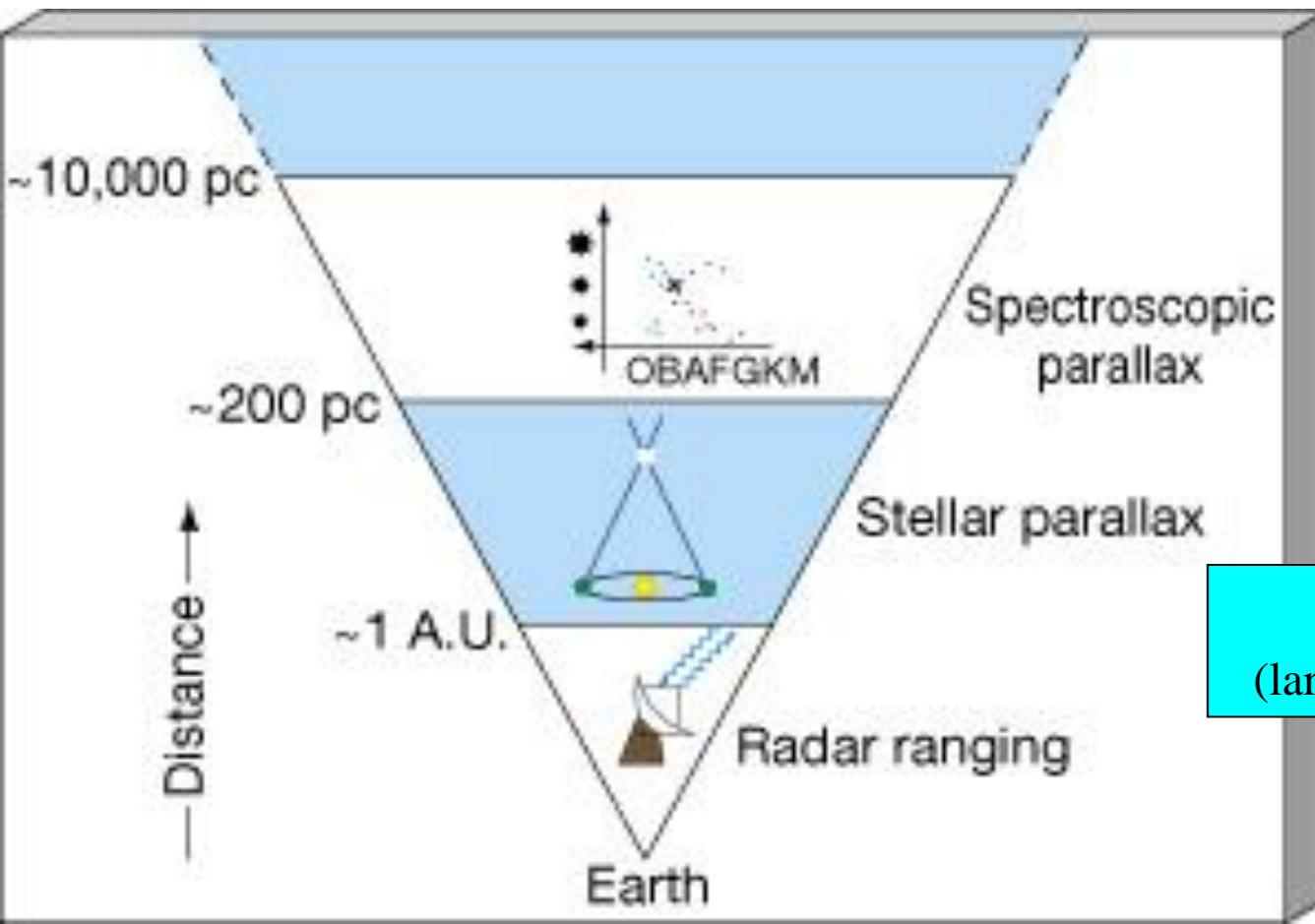


medindo-se m obtêm-se D
pelo módulo de distância

$$m - M = 5 \log D - 5$$

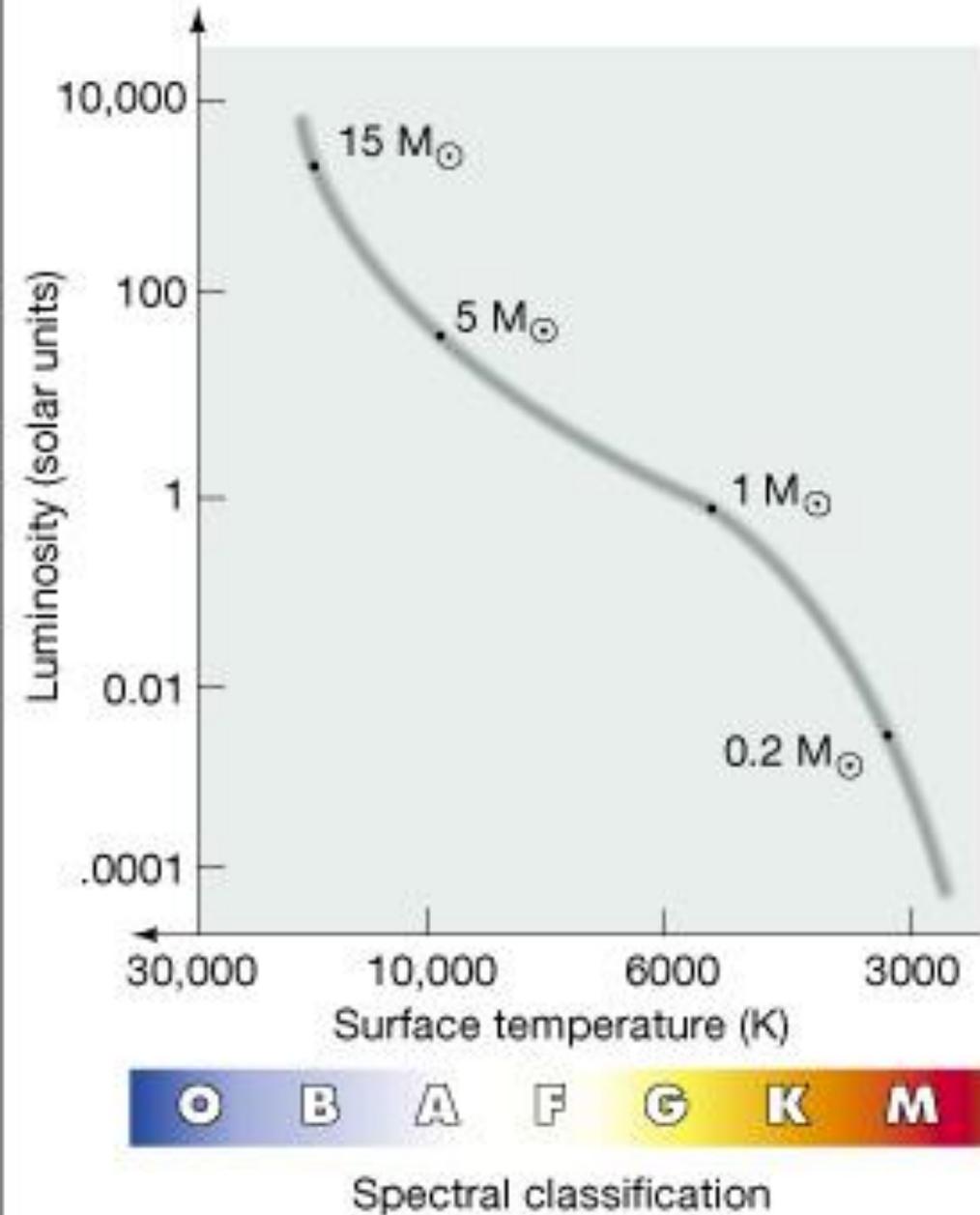
a determinação de distância....

Lembrete: diagrama HR construído com estrelas mais próximas com D conhecidas por paralaxe geométrica



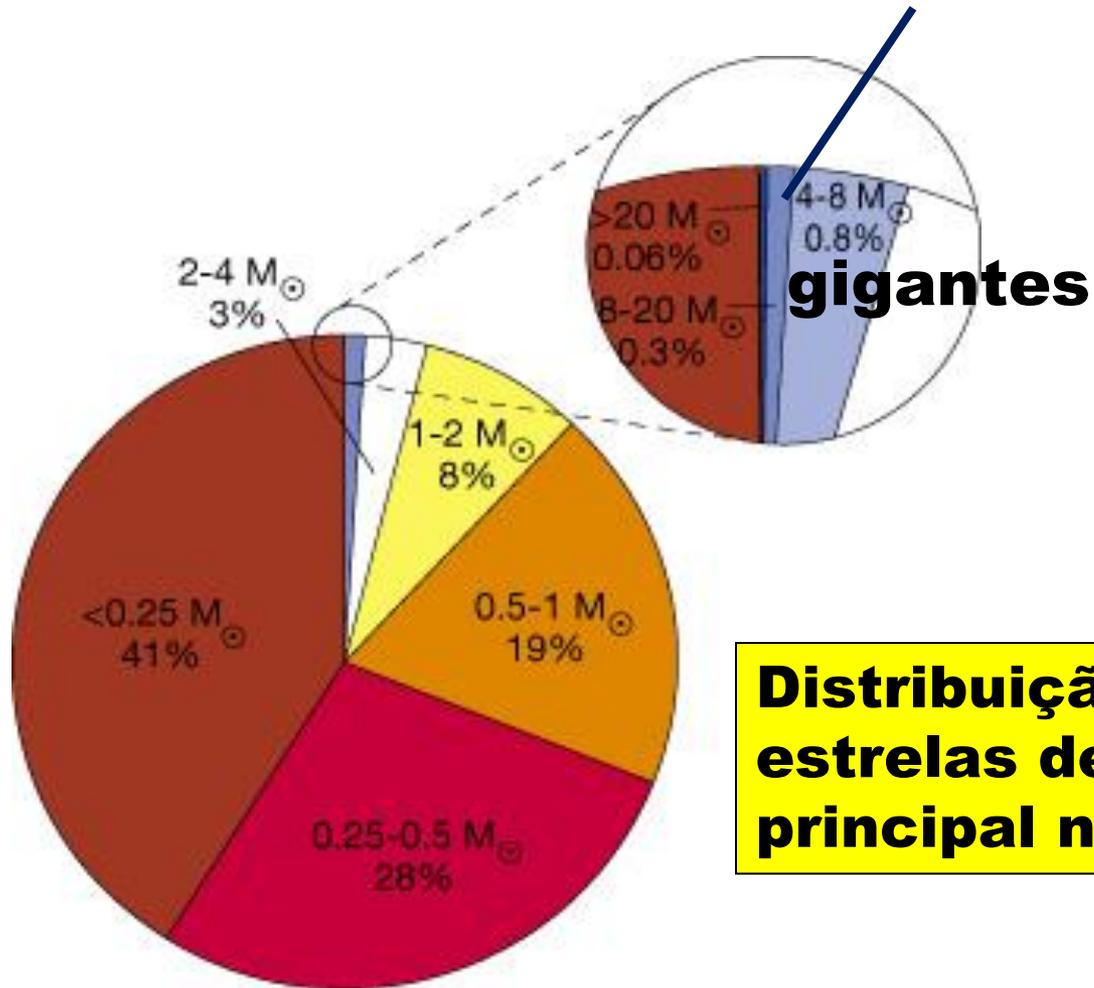
25% de incerteza
(largura da sequência principal)

MASSAS DE ESTRELAS



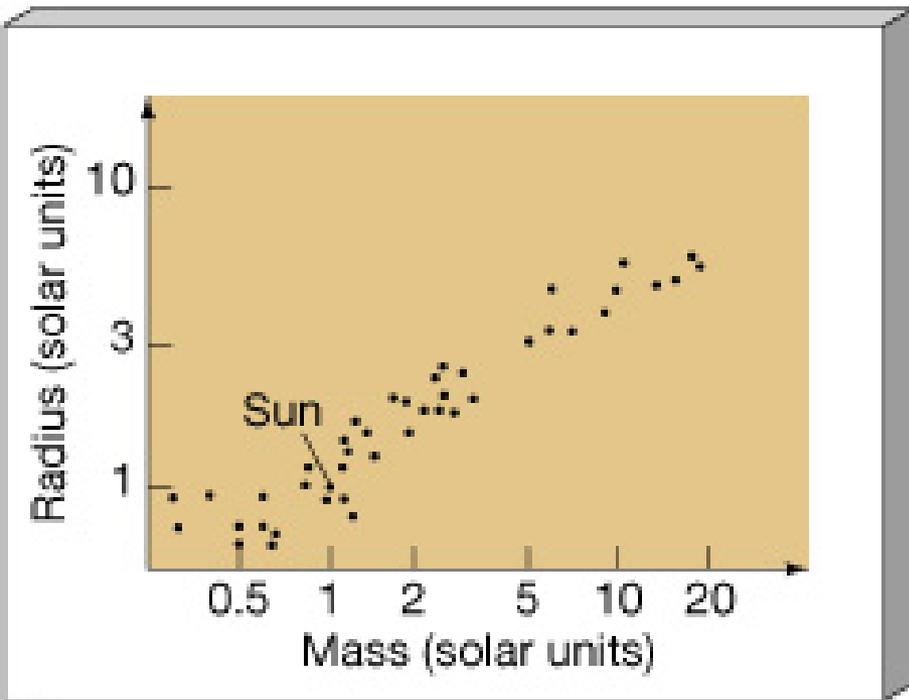
**O que determina a posição de uma estrela na sequência principal do diagrama HR?
R. sua massa**

gigantes azuis



**Distribuição de massa das
estrelas de sequência
principal na vizinhança do Sol**

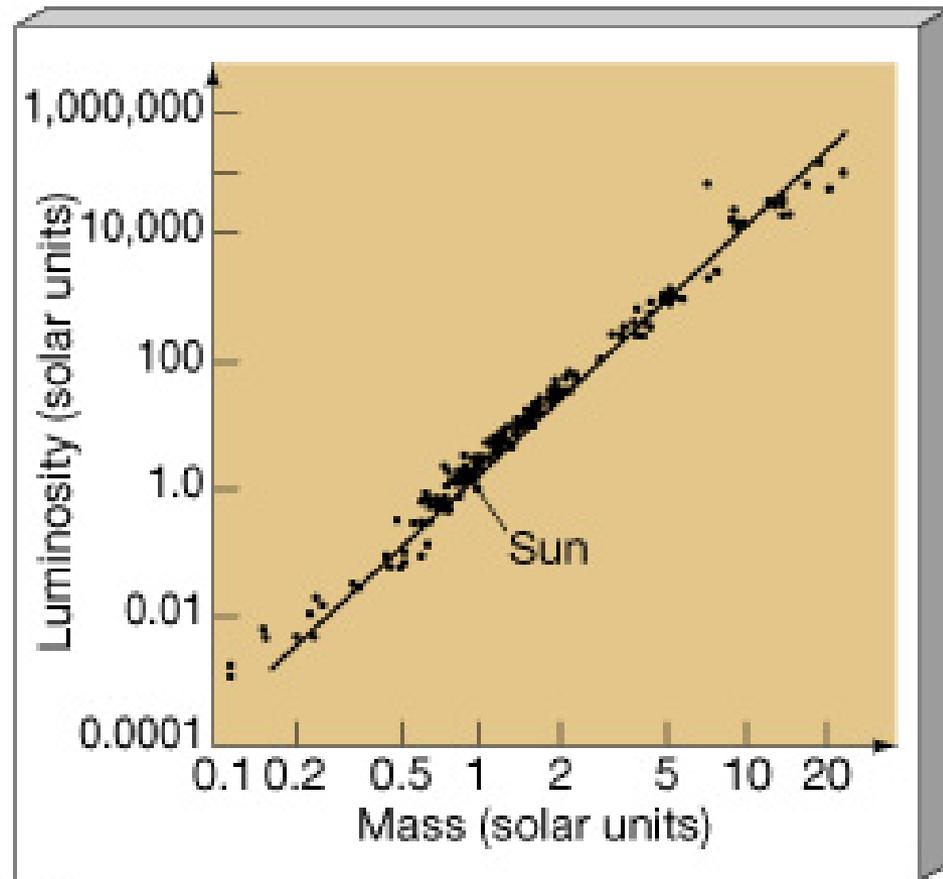
RELAÇÕES PARA ESTRELAS NA SEQUÊNCIA PRINCIPAL



(a)

**Quanto maior a massa,
maior o raio**

raio \propto massa



(b)

**Quanto maior a massa,
maior a luminosidade**

luminosidade \propto massa⁴

TEMPO DE VIDA NA SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Pode-se estimar o tempo de vida de uma estrela dividindo a quantidade de combustível disponível (que é a massa da estrela) pela taxa na qual o combustível está sendo consumido (que é a luminosidade da estrela), ou seja:

$$\textit{tempo de vida} \propto \frac{\textit{massa}}{\textit{luminosidade}}$$

O Sol tem um tempo de vida de 10 bilhões de anos (ele se formou a 4.5 bilhões de anos)

Sabendo que luminosidade \propto massa⁴

$$\textit{tempo de vida} \propto \frac{1}{\textit{massa}^3}$$

Quanto maior a massa, menor o tempo de vida de uma estrela