

# Aula 10

Revisão – Formação de Linhas, Modelo Atômico de Schrodinger

Medidas da Luz:

Luminosidade, Fluxo, Brilho,  
Magnitude Aparente, Magnitude Absoluta  
Módulo de Distância

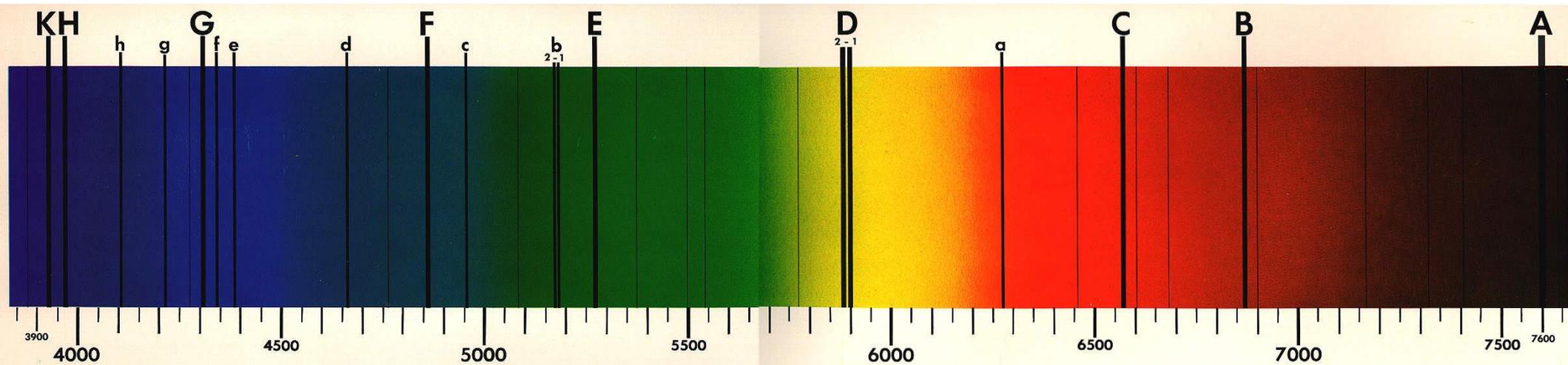
Sandra dos Anjos

<http://astroweb.iag.usp.br/~aga210/>

Vimos na aula passada que no Espectro do Sol apareciam linhas escuras...



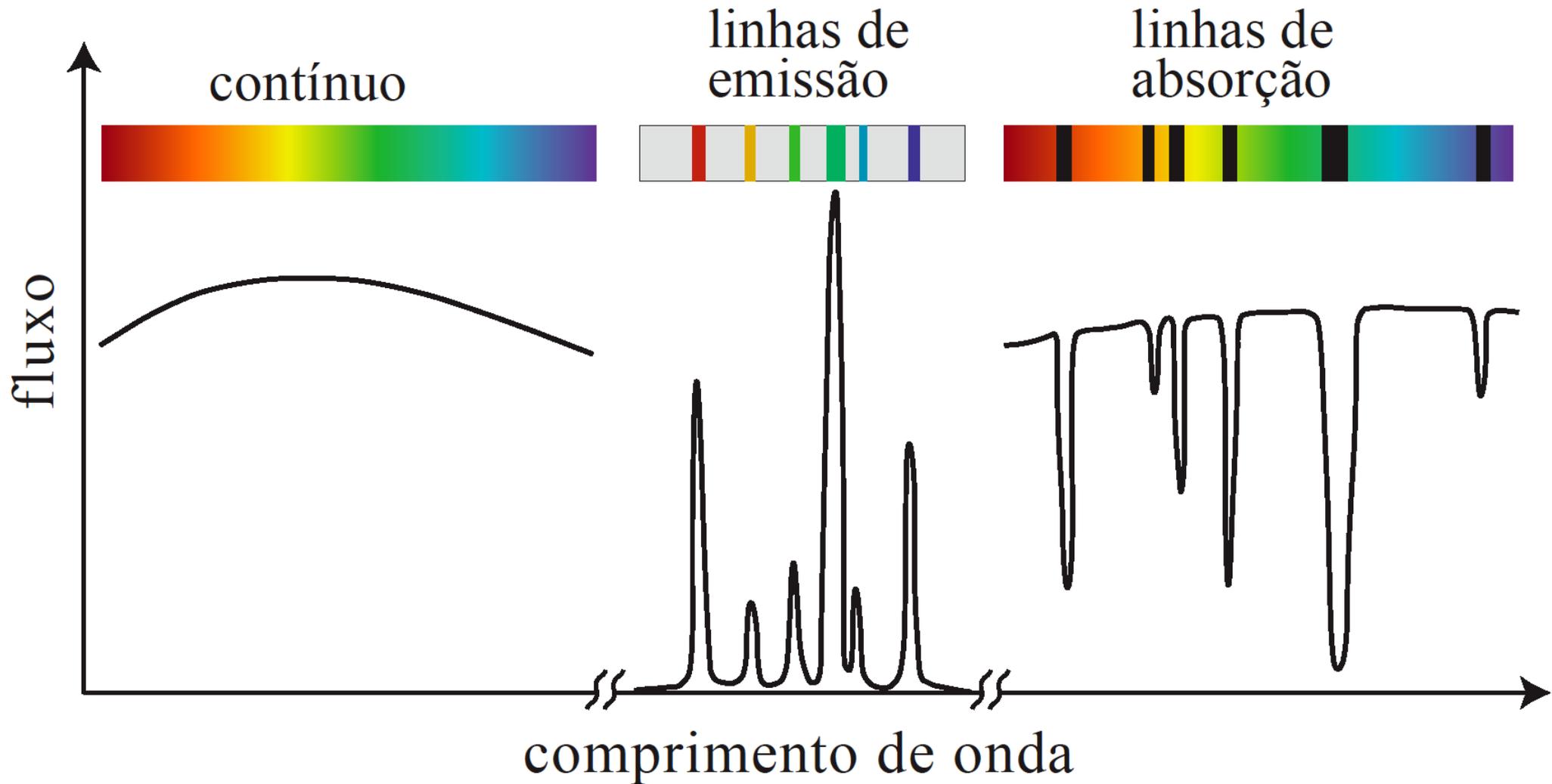
Este espectro é composto de um contínuo e de **linhas escuras**. Como explica-las?



Comprimento de onda em Angstrom

# Leis de Kirchhoff

Nos anos 1860, Gustav Kirchhoff formula as leis que resumem os 3 tipos de espectro possíveis:



# Leis de Kirchhoff

- 1ª: Um **sólido ou líquido**, ou um **gás suficientemente denso**, emite energia em todos os comprimentos de onda, de modo que produz um **espectro contínuo** de **radiação**. (Fig.1)
- 2ª: Um **gás quente de baixa densidade** emite luz cujo espectro consiste apenas de **linhas de emissão** características da composição química do gás. (Fig.2)
- 3ª: Um gás frio de baixa densidade absorve certos comprimentos de onda quando uma luz contínua o atravessa, de modo que o espectro resultante será um **contínuo superposto por linhas de absorção** características da composição química do gás. (Fig.3)

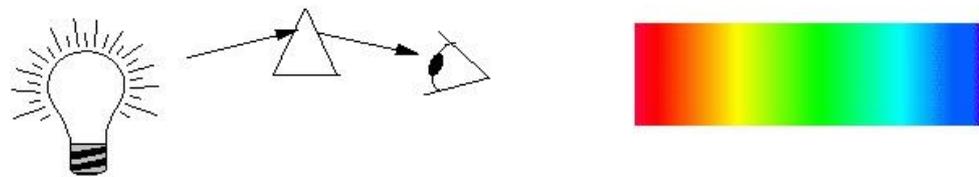


Fig.1

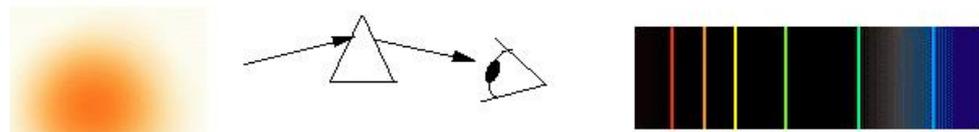


Fig.2

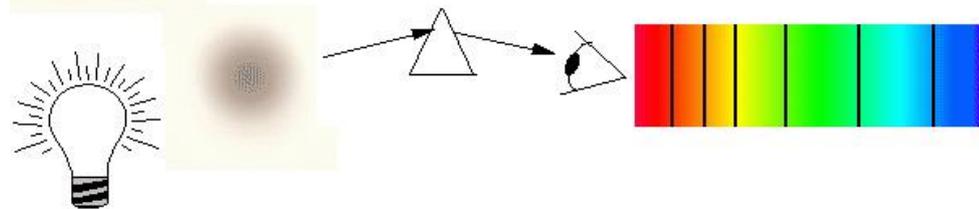


Fig.3

Qual a natureza das linhas espectrais?  
...a resposta está vinculada ao conceito de átomo...

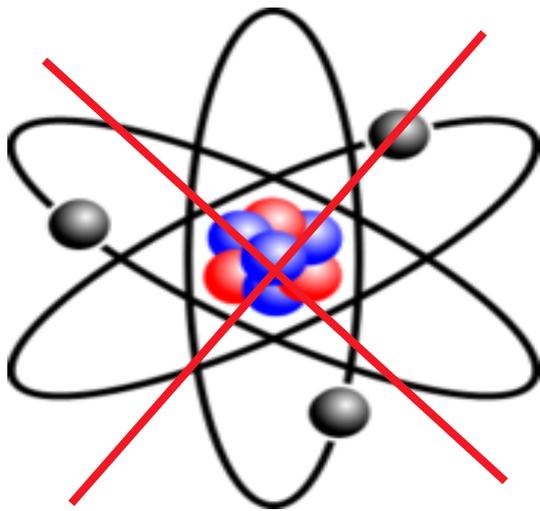
# Modelo Atômico de Rutherford é substituído pelo de Bohr



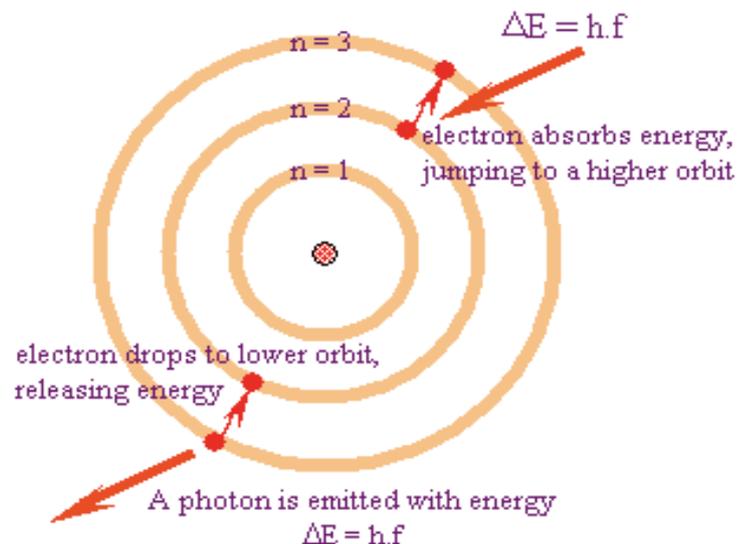
Niels Henrik David Bohr  
(1885-1962)

Em 1914, Niels Bohr influenciado pelo cenário deixado pelas pesquisas de Planck e Einstein, utiliza uma “mistura” entre a (então) nova mecânica quântica e a clássica. Modifica o modelo de Rutherford e introduz o **conceito de orbitais** (órbitas bem definidas) para os elétrons.

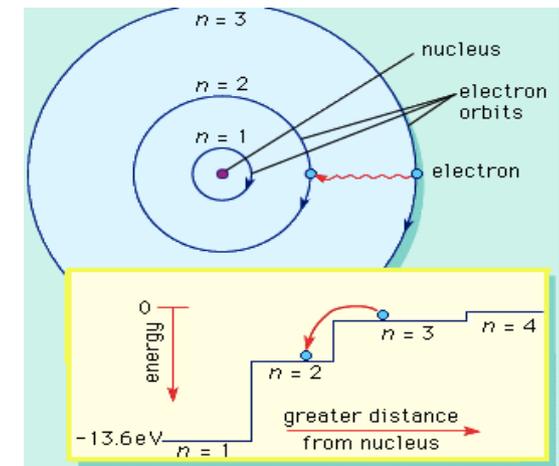
Isto significa que os **elétrons podem ocupar somente órbitas bem definidas** (quantizadas) em torno do núcleo e definidas pelo **número quântico (n)**, não emitem radiação enquanto estão na mesma órbita e que o tamanho da órbita deve conter um **número inteiro de comprimentos de onda**.



**Modelo de Rutherford não se sustenta.....!**



**Modelo Atômico de Bohr**

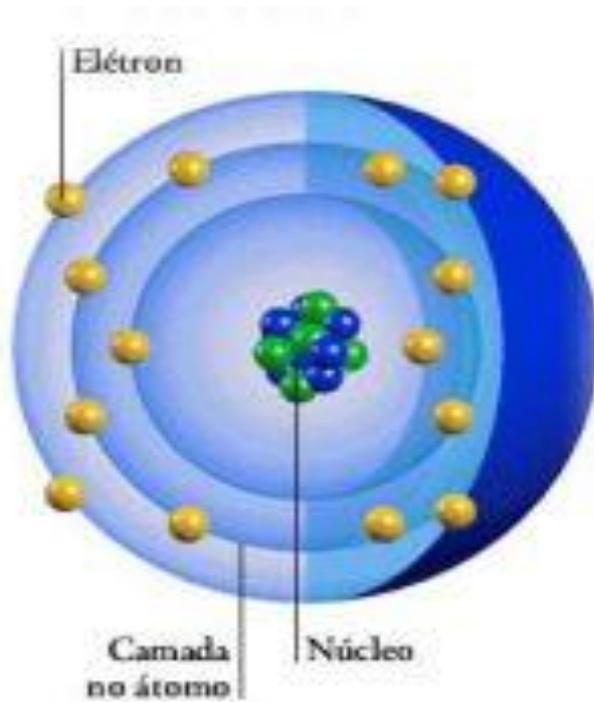


A força que mantém o elétron em órbita é a atração eletromagnética.

## Detalhando o Modelo Atômico de Bohr (1)

Apenas algumas órbitas são permitidas definidas pelo **número quântico (n)**.

Cada órbita possui um valor de energia.



A força que mantém o elétron em órbita é a atração eletromagnética.

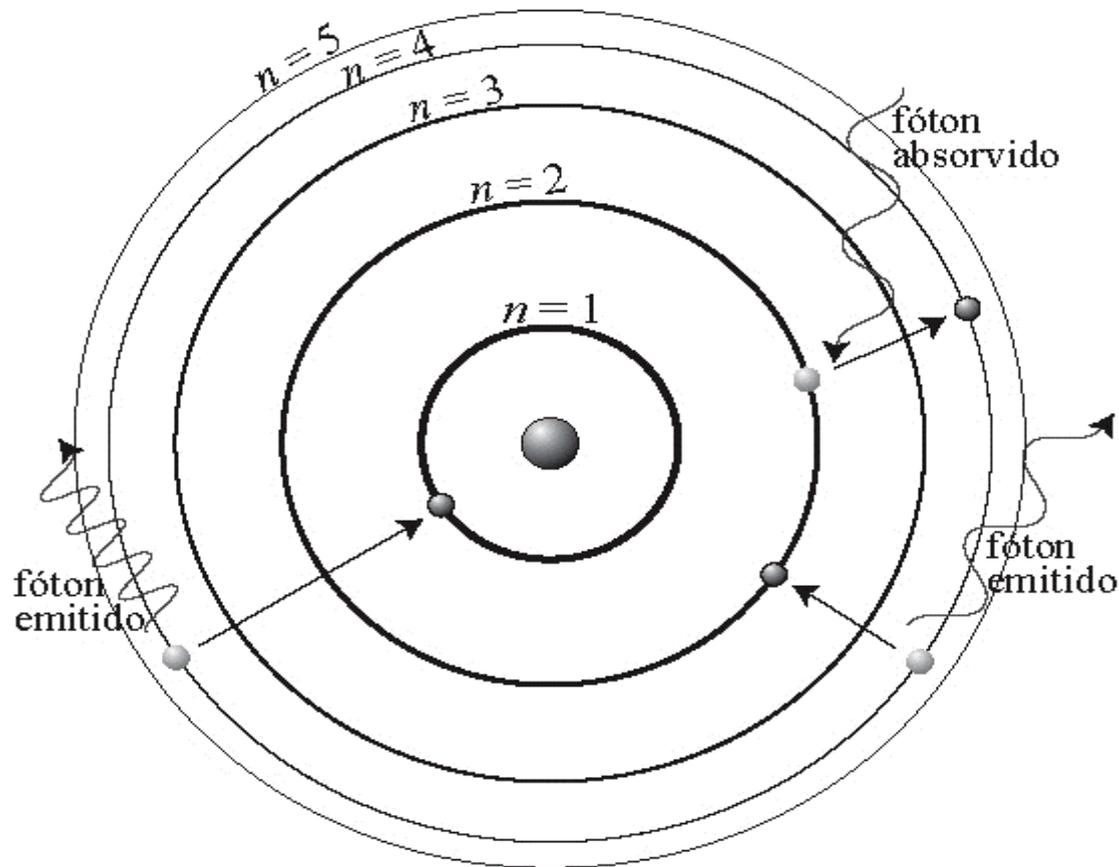
Qualquer processo que leve o elétron de uma determinada órbita para uma órbita superior é chamado de **“excitação”**. Se o elétron recebe energia que pode escapar do átomo, o processo é chamado **“ionização”**.

## Detalhando o Modelo Atômico de Bohr (2)

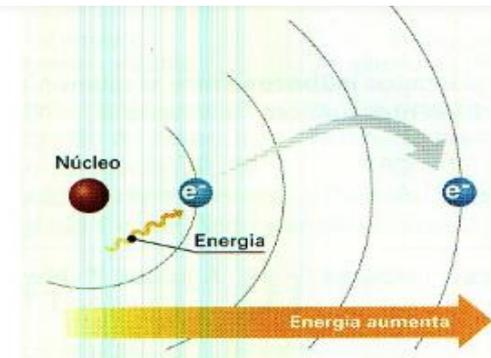
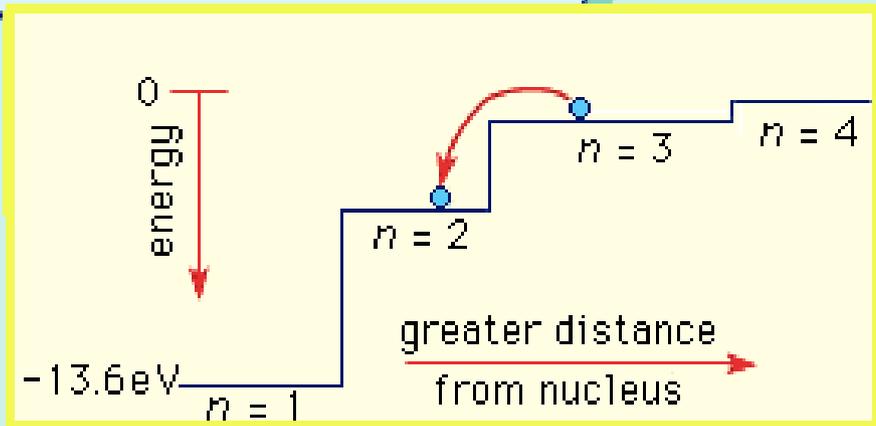
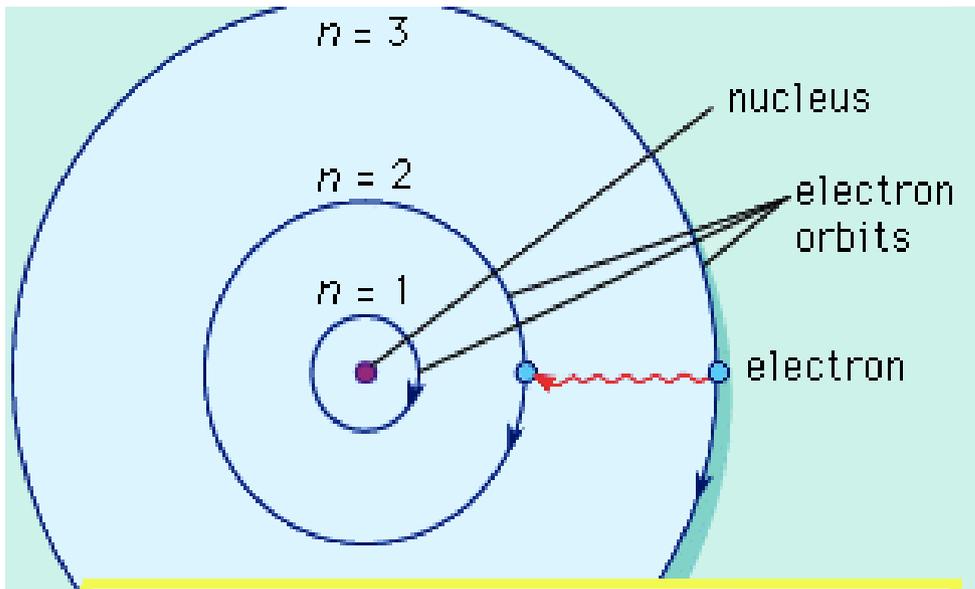
Se o elétron salta de uma dada órbita para outra vai haver **ganho ou perda de energia**.

Este fenômeno é conhecido como “salto quântico”.

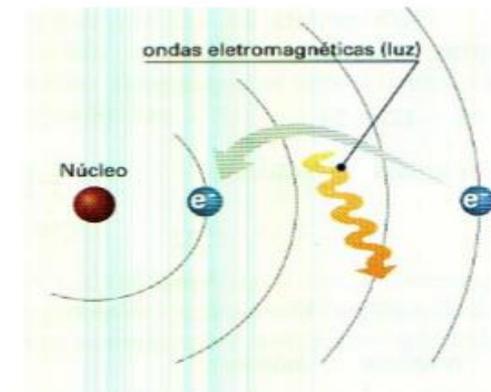
A energia **absorvida** ou **emitida** devido ao salto quântico é definida pela diferença de energia entre os 2 níveis:  $n_{\text{antes}}$  e  $n_{\text{depois}}$ .



Os elétrons estão sujeitos a mudanças de níveis, perdendo e recebendo energia, realizando o que chamamos de povoamento e despovoamento eletrônico

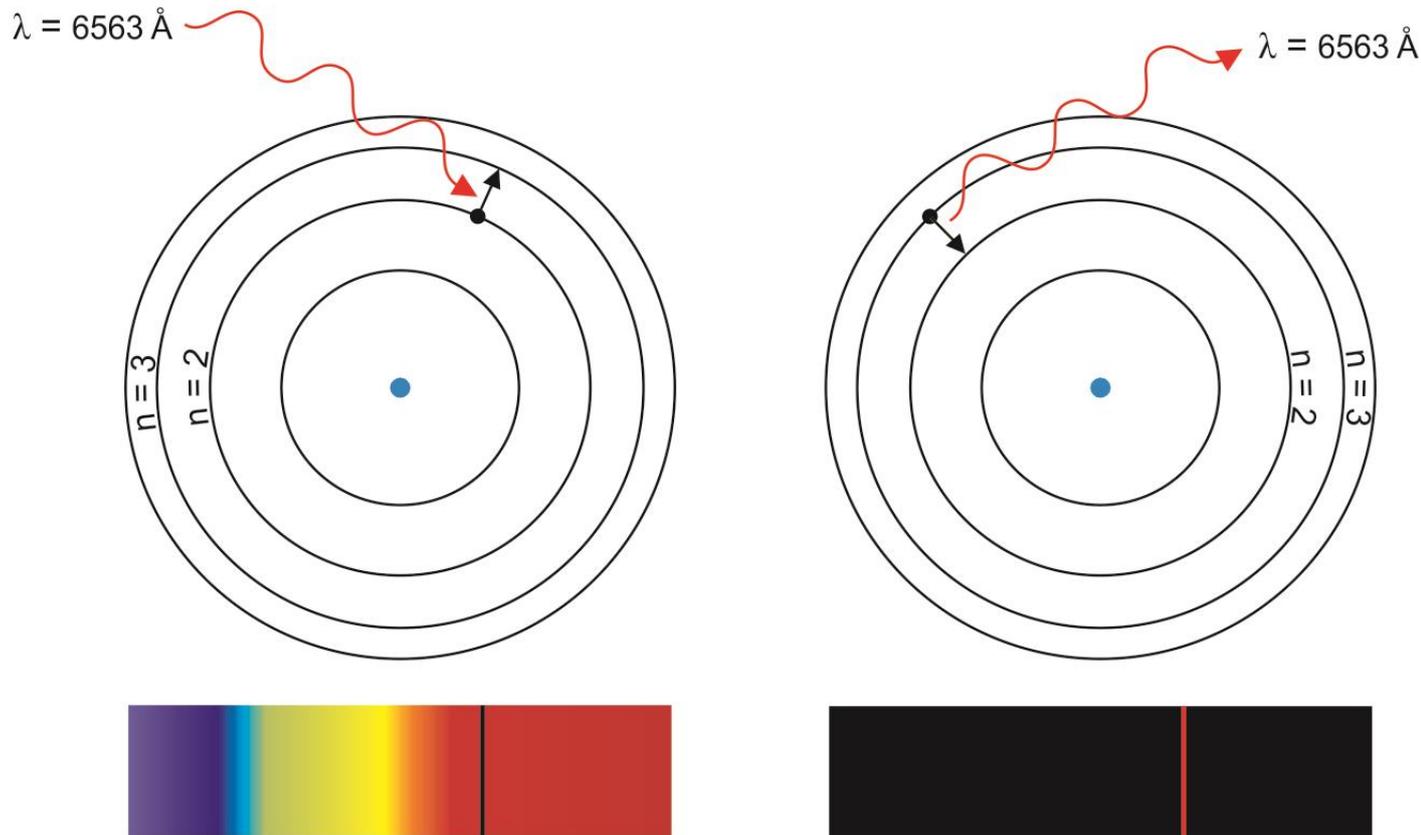


RECEBER energia = PULA para FORA

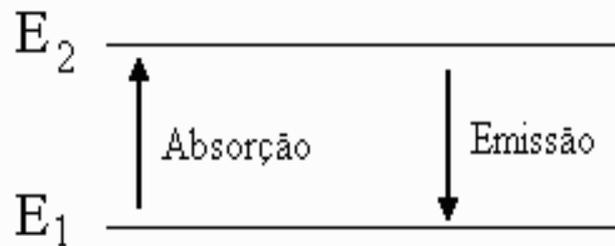


PERDER energia = CAI para DENTRO

O **povoamento** e **despovoamento** eletrônico gera as linhas de emissão e absorção que observamos nos espectros



Para um elétron sair de um nível mais baixo de energia  $E_1$  e subir a outro com maior energia  $E_2$  é preciso ganhar energia...portanto, **retira energia do meio**



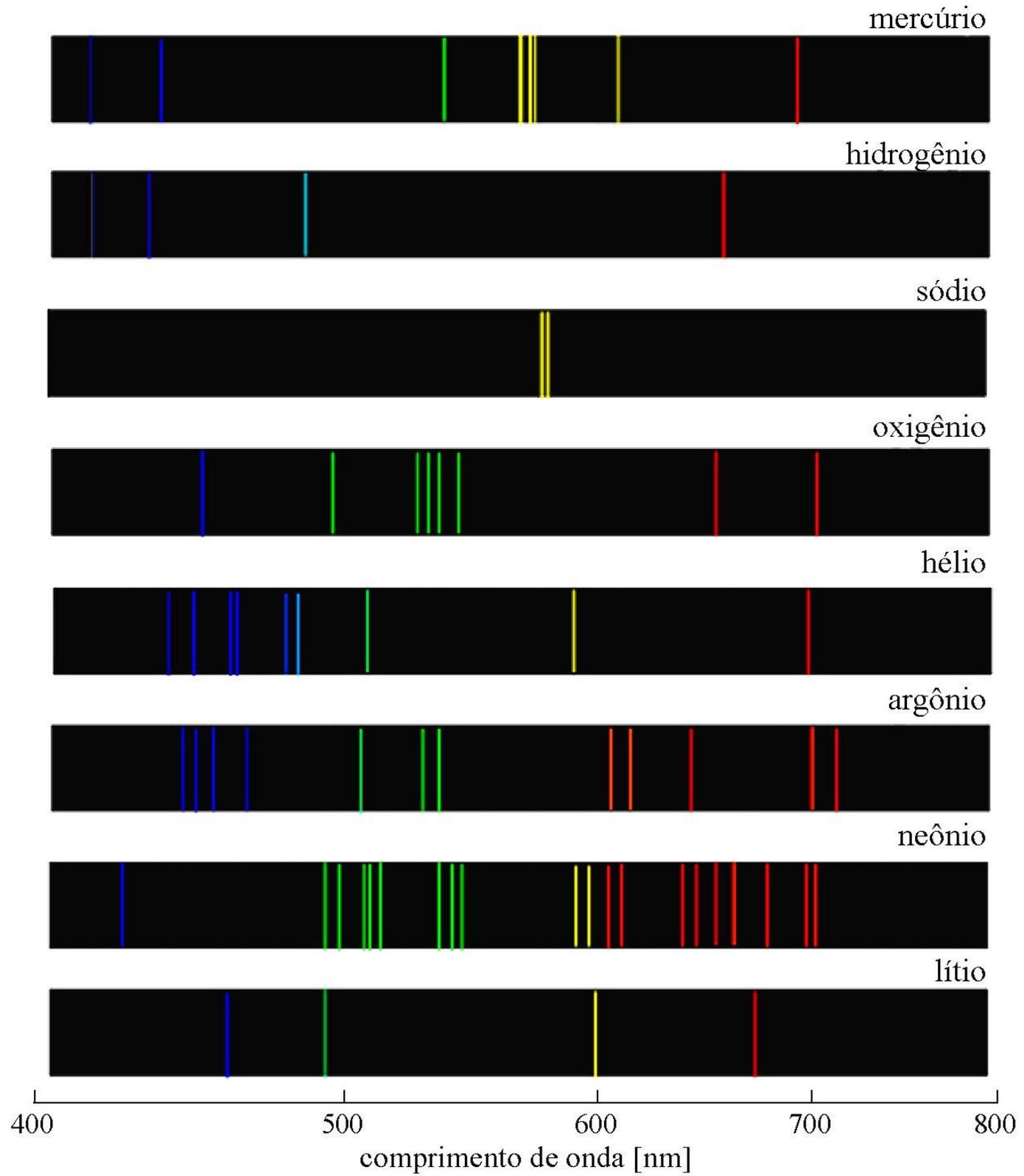
Para um elétron sair de um nível mais alto de energia  $E_2$  e descer a outro com menor energia  $E_1$  é preciso perder energia...portanto, **liberar energia para o meio**

...no processo de “perda de energia” dos elétrons ocorre a emissão de luz...



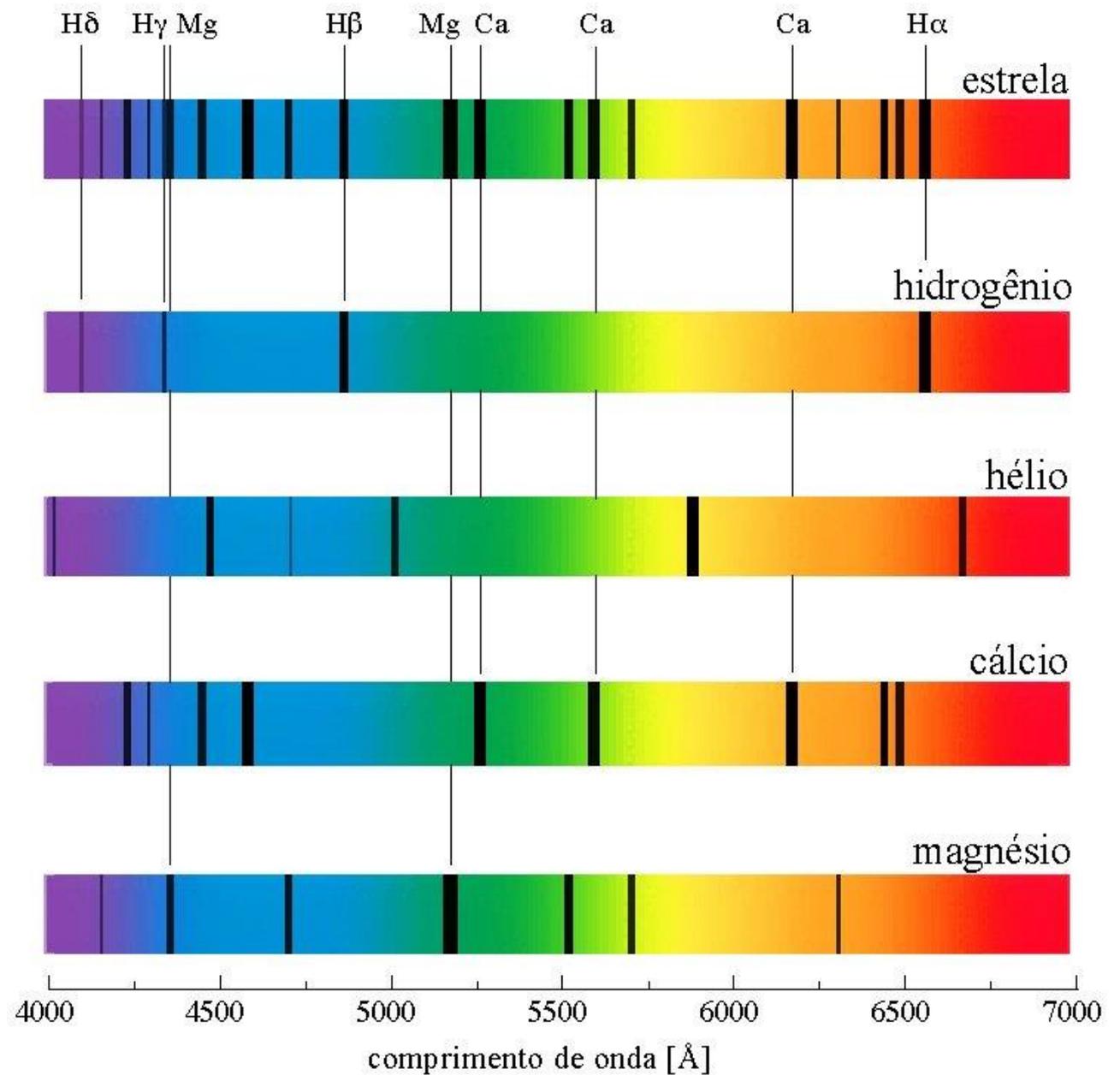
# Linhas Espectrais de diversos elementos químicos

O espectro de um elemento é a assinatura de cada elemento, é como sua impressão digital.

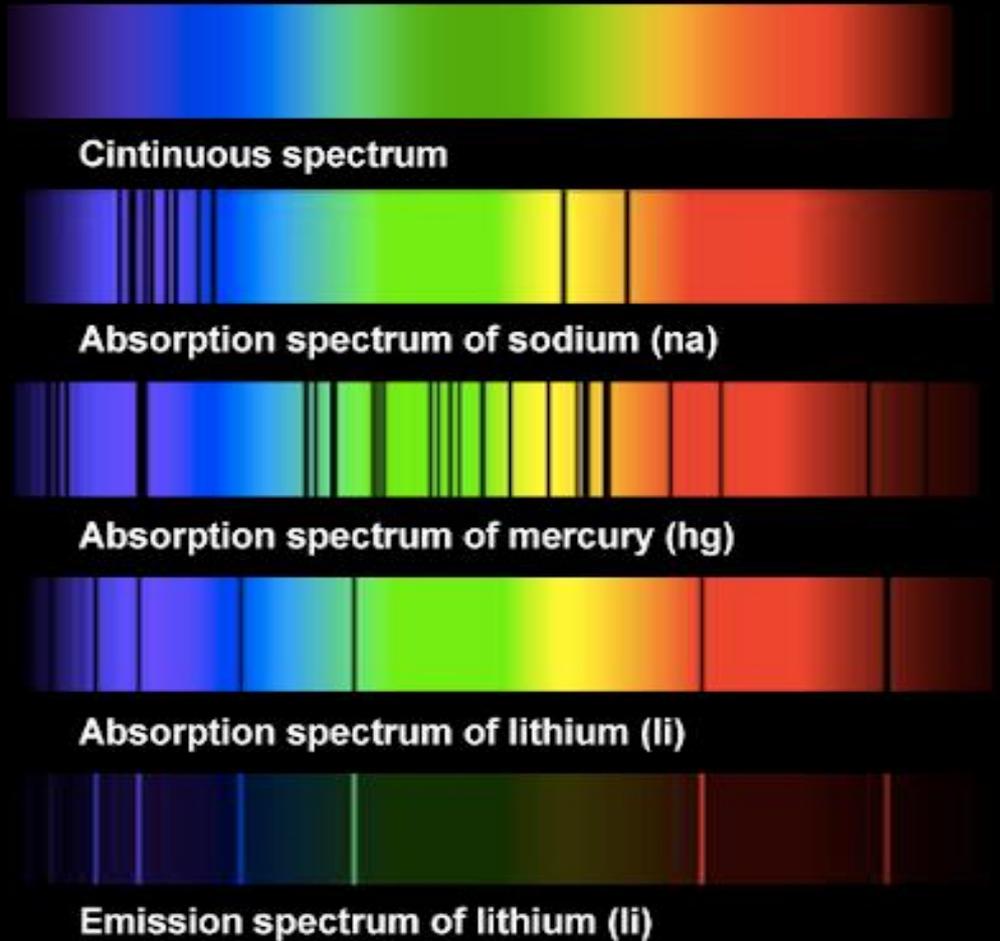


# Linhas espectrais de uma dada estrela e a identificação dos elementos químicos

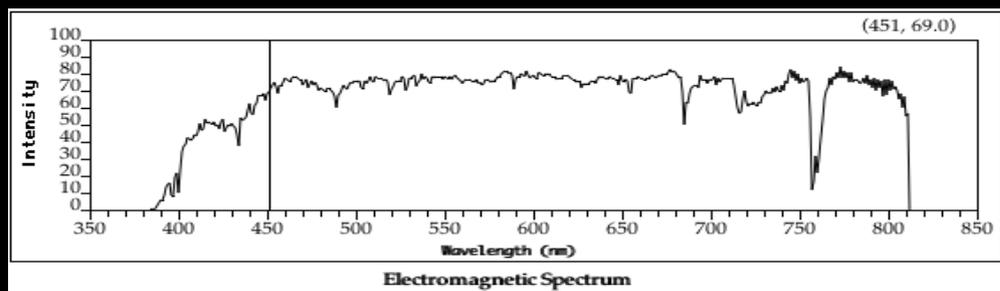
O espectro de uma estrela é usado para determinar sua composição química.

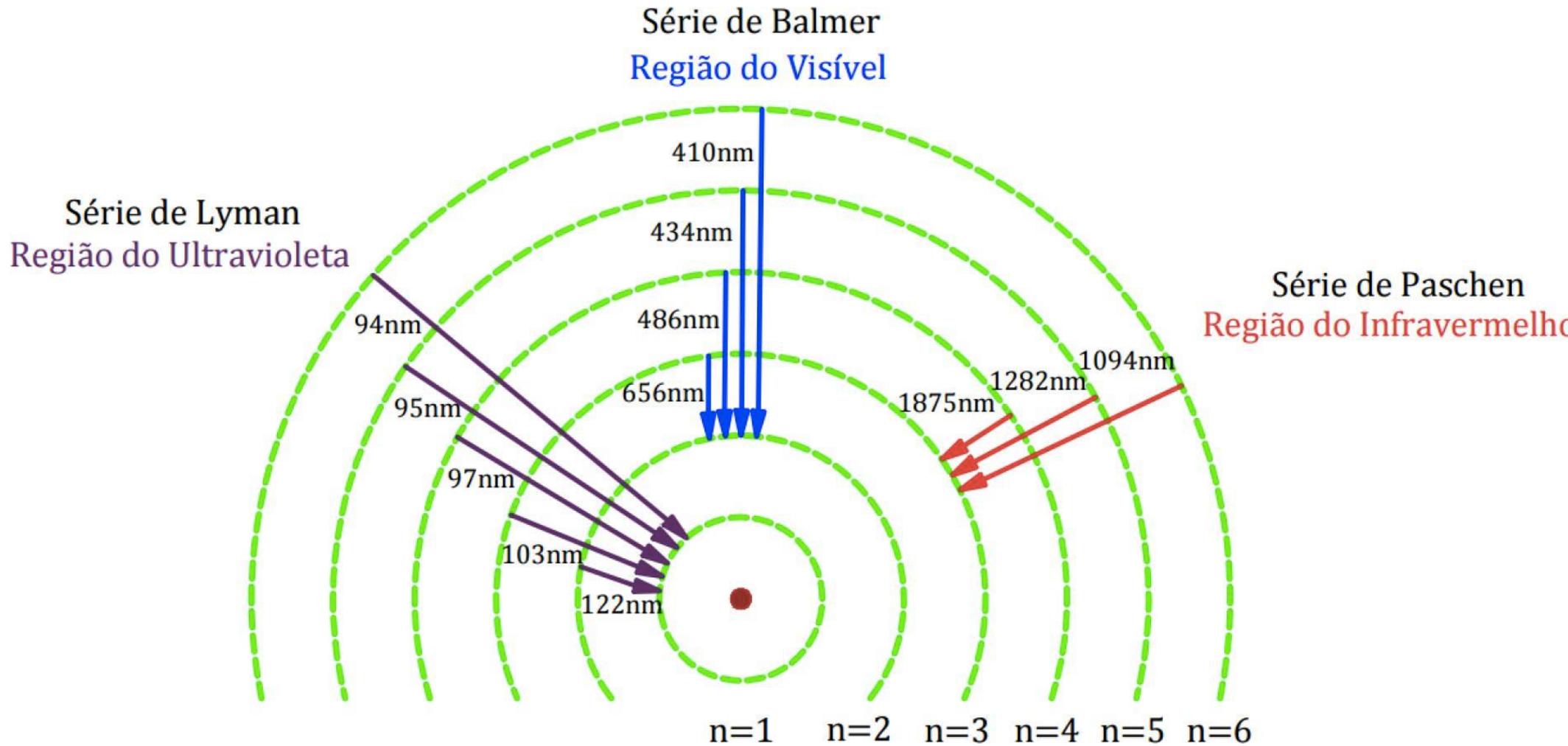


# Espectro contínuo, identificação dos elementos químicos pelas raias de absorção e emissão



O espectro de um elemento é a assinatura de cada elemento, químico e é como sua impressão digital.





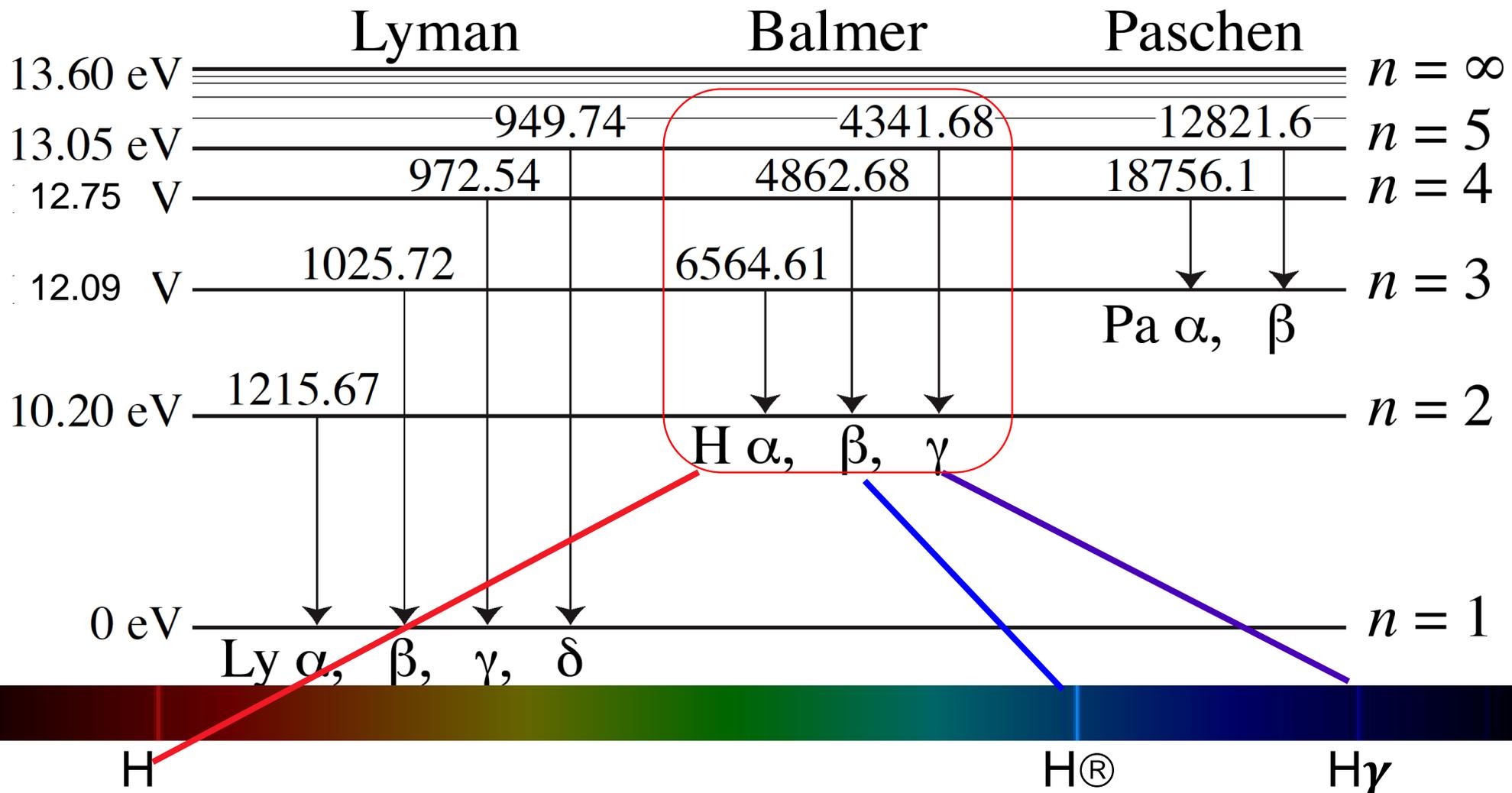
# Linhas do Hidrogênio

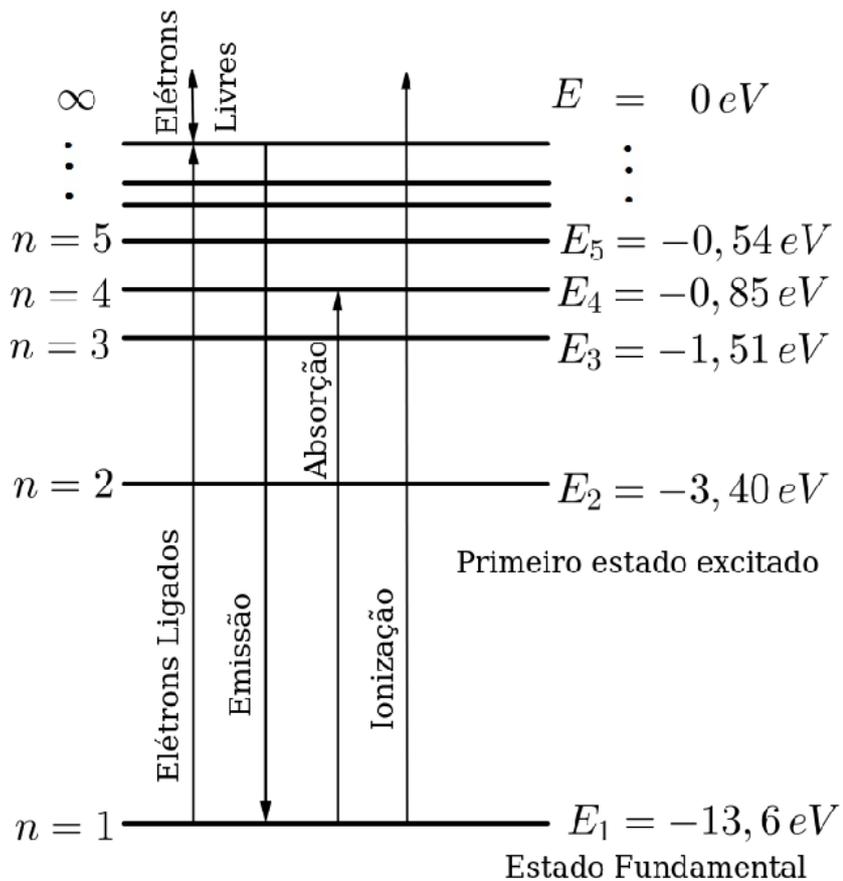
1885, Johann Balmer dá fórmula para uma série de linhas do Hidrogênio no **visível**.

1906, Theodore Lyman descobre a linha Ly $\alpha$  no **ultravioleta**.

1908, Friedrich Paschen descobre a série no **infravermelho**.

1914, Niels Bohr explica todas estas séries com seu modelo atômico.





O nível de energia mais elevado corresponde ao **número quântico  $n = \infty$** , que correspondente à energia total  $E = 0$

Nesta situação o elétron encontra-se removido do sistema e se diz que ele não está mais “ligado” ao átomo.

O átomo de hidrogênio, sem o elétron, está agora no estado ionizado.

A energia mínima para se conseguir ionizar o átomo de hidrogênio é de  $13,6 \text{ eV}$ , como mostra o diagrama ao lado

## Formação de Linhas Espectrais

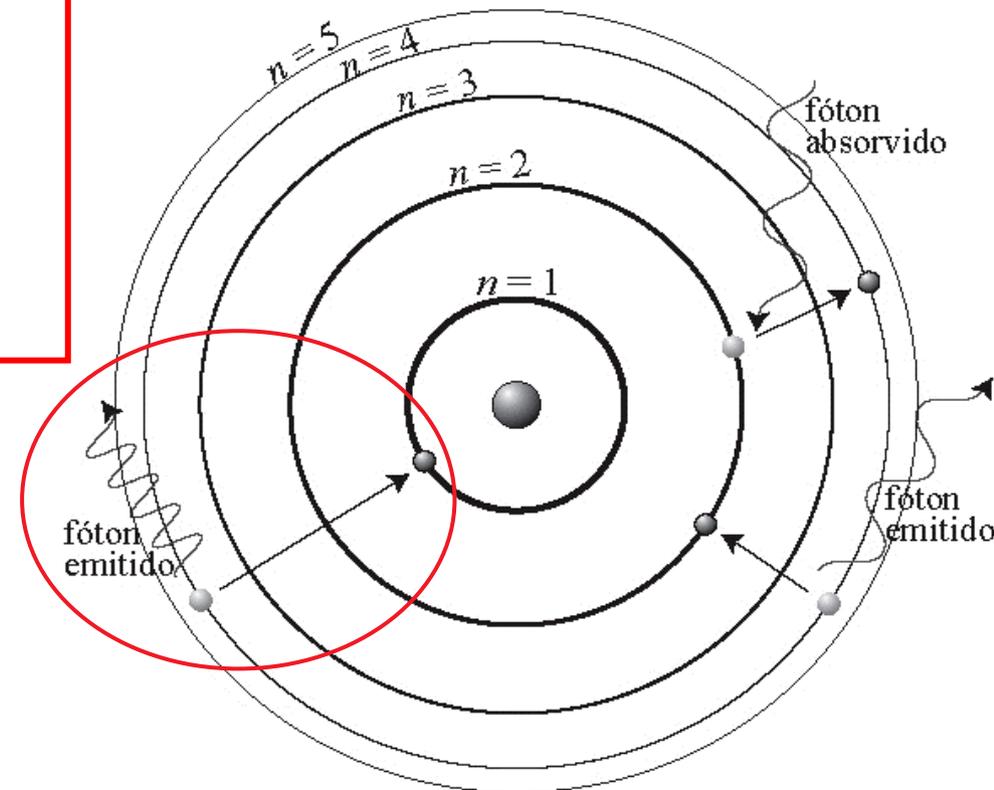
- A diferença de energia de dois níveis,  $\Delta E = E_2 - E_1$  é:

$$\Delta E = +13,6 Z^2 \left[ \frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right] \text{eV}$$

Para o Hidrogênio ( $Z = 1$ ), a transição do nível  $n = 4$  para  $n = 1$  produz a emissão de um fóton de:

- Energia 12,73 eV.
- Frequência  $3,083 \times 10^6$  GHz
- Comprimento de onda  $972,5 \text{ \AA}$

$Z$  - quantidade de prótons existentes no núcleo do átomo de determinado elemento químico.



## Linhas Espectrais

...a viabilização na identificação dos elementos químicos

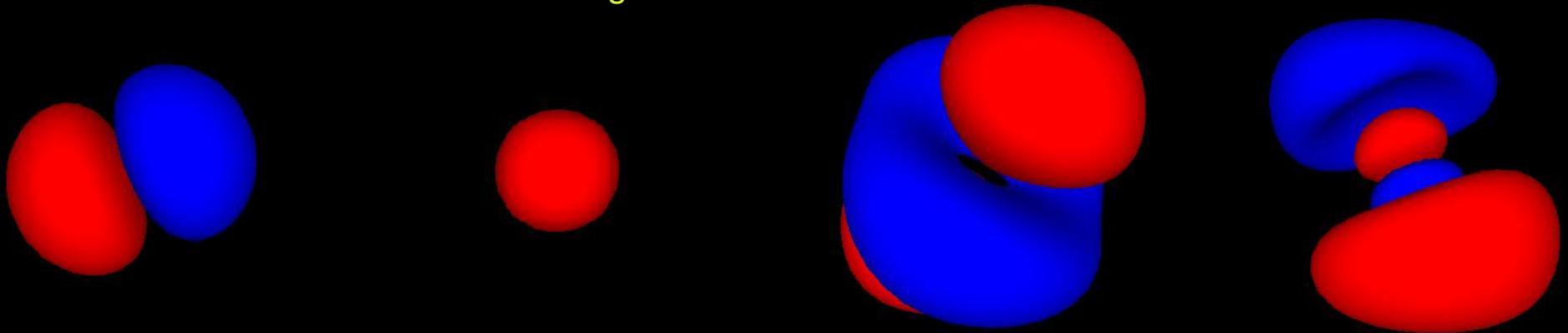
Cada elemento químico produz seu próprio “conjunto-padrão” de linhas espectrais.

O modelo de Bohr é bom para o **Hidrogênio** e elementos com a mesma configuração eletrônica.

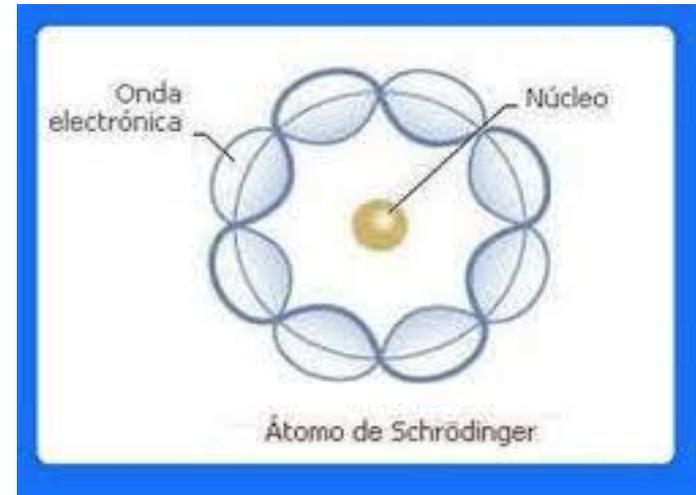
**Para outros elementos é necessário um modelo quântico mais completo.**

- 1925, equação de Schrödinger (átomo de Schrodinger).
- Não há órbitas, os elétrons são uma “nuvem de probabilidades”.

Diversos estados do átomo de hidrogênio



# Átomo de Schrodinger



Em 1924, como resultado de sua tese de doutorado, **de Broglie** postula que partículas também se comportam como ondas. Relaciona o comprimento de onda ( $\lambda$ ) com a quantidade de movimento (**p**) da partícula:  $\lambda = h/p$

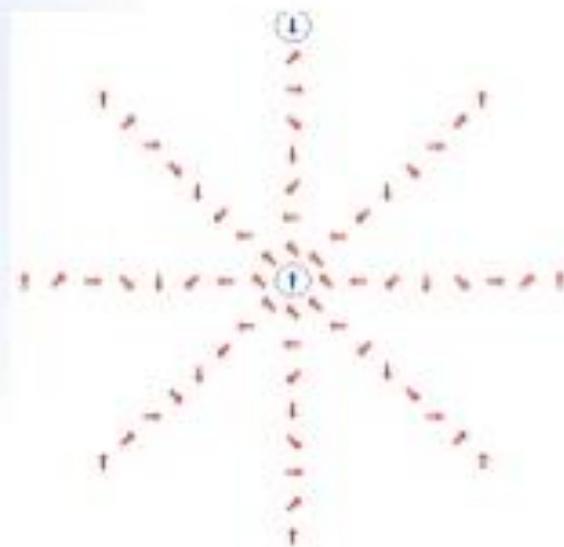
Influenciado pelos resultados de **de Broglie**, **Schroendinger** considera o elétron como uma **onda de matéria**.

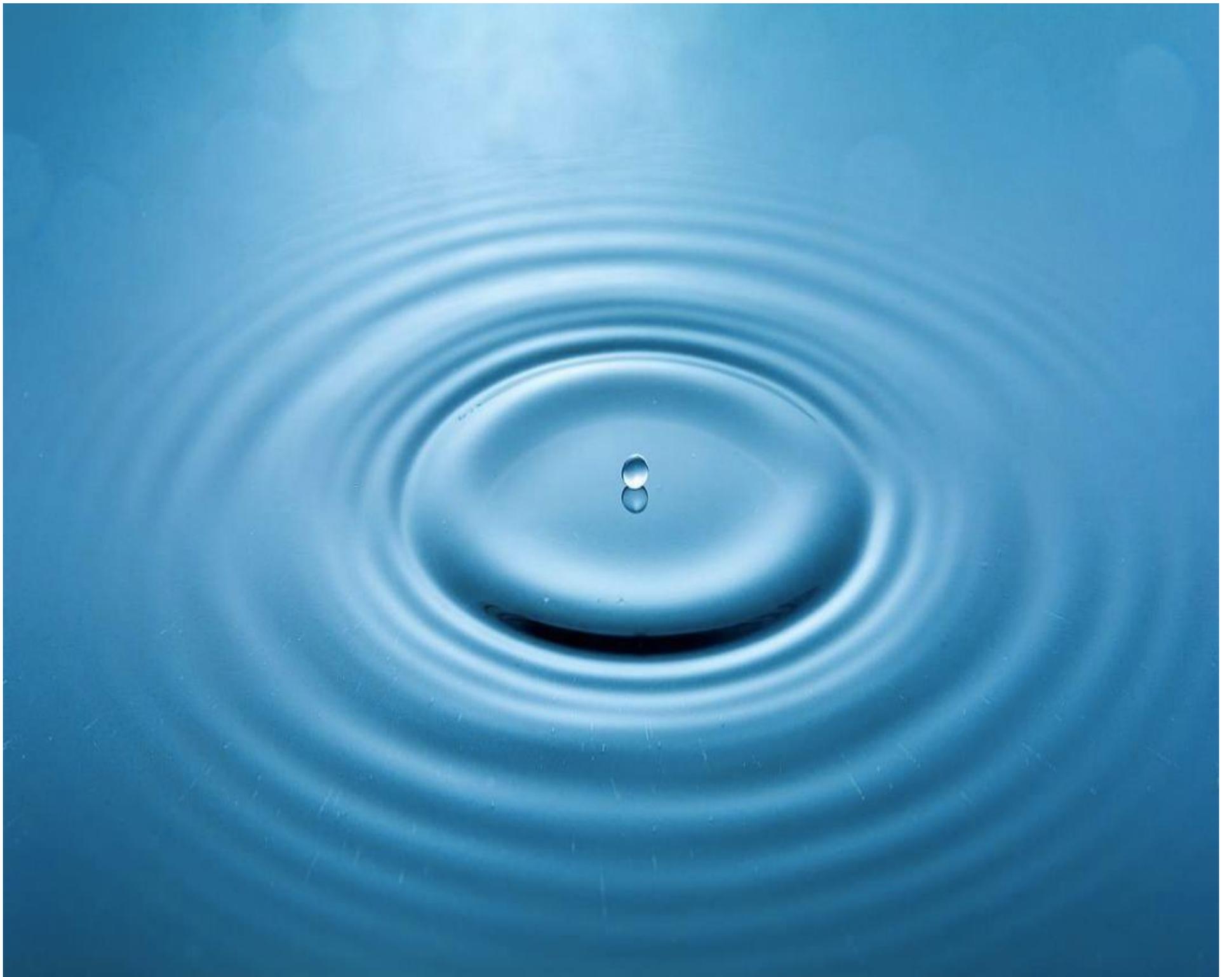
**Cada onda** é descrita por uma **equação matemática**, que permite calcular a **probabilidade** de encontrar o elétron em uma dada região do espaço.

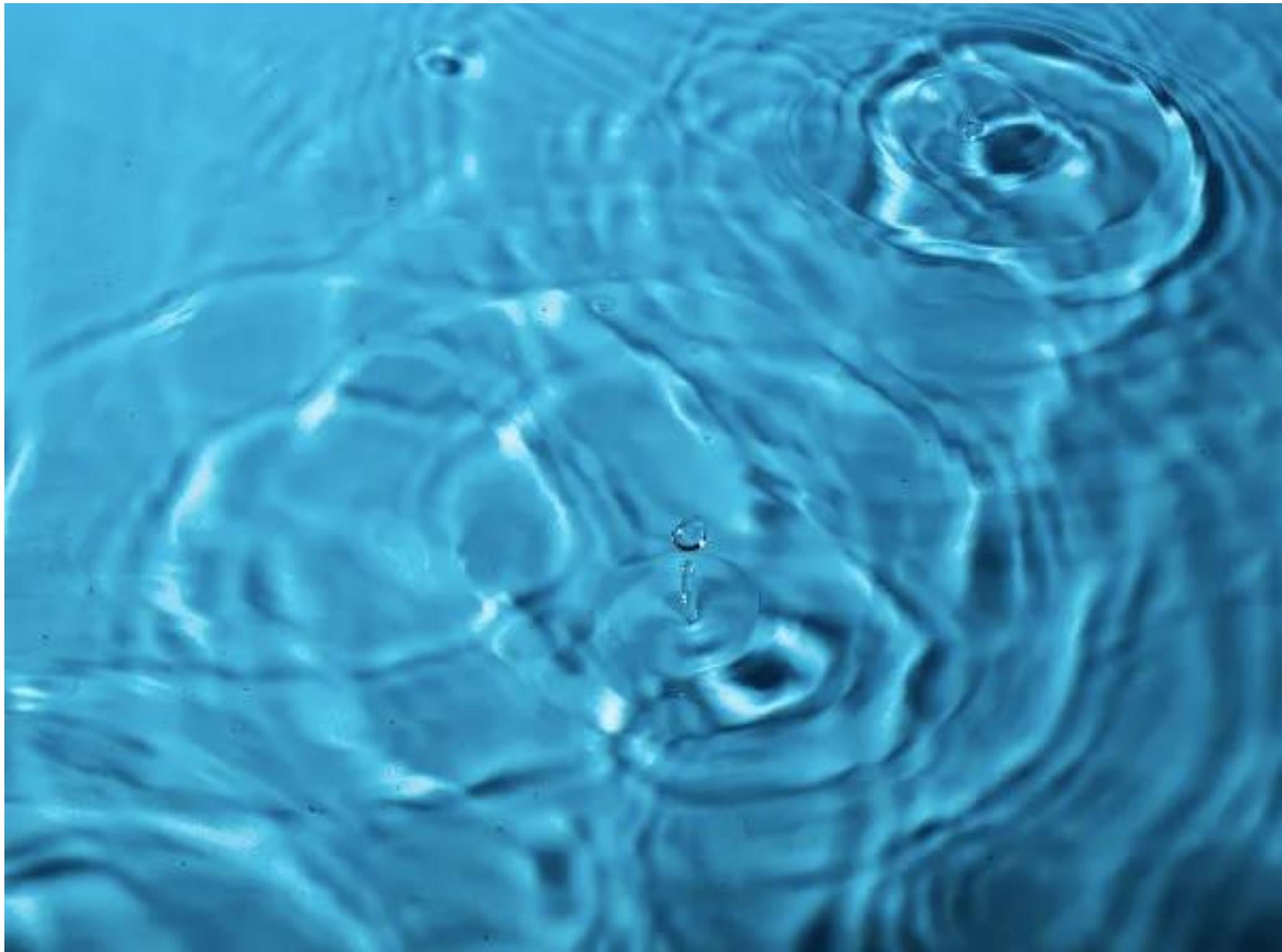
**Modelo atômico de Schrödinger** - A partir das equações de Schrödinger não é possível determinar a trajetória do elétron em torno do núcleo, mas, a uma dada energia do sistema, obtém-se a região mais provável de encontrá-lo.

Densidade de probabilidade de encontrar o elétron em torno do núcleo. Onde é mais denso a probabilidade é maior. Sua posição só pode ser estabelecida no momento do experimento.

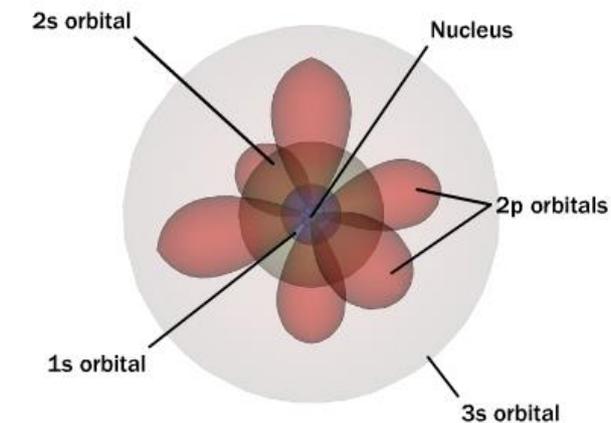
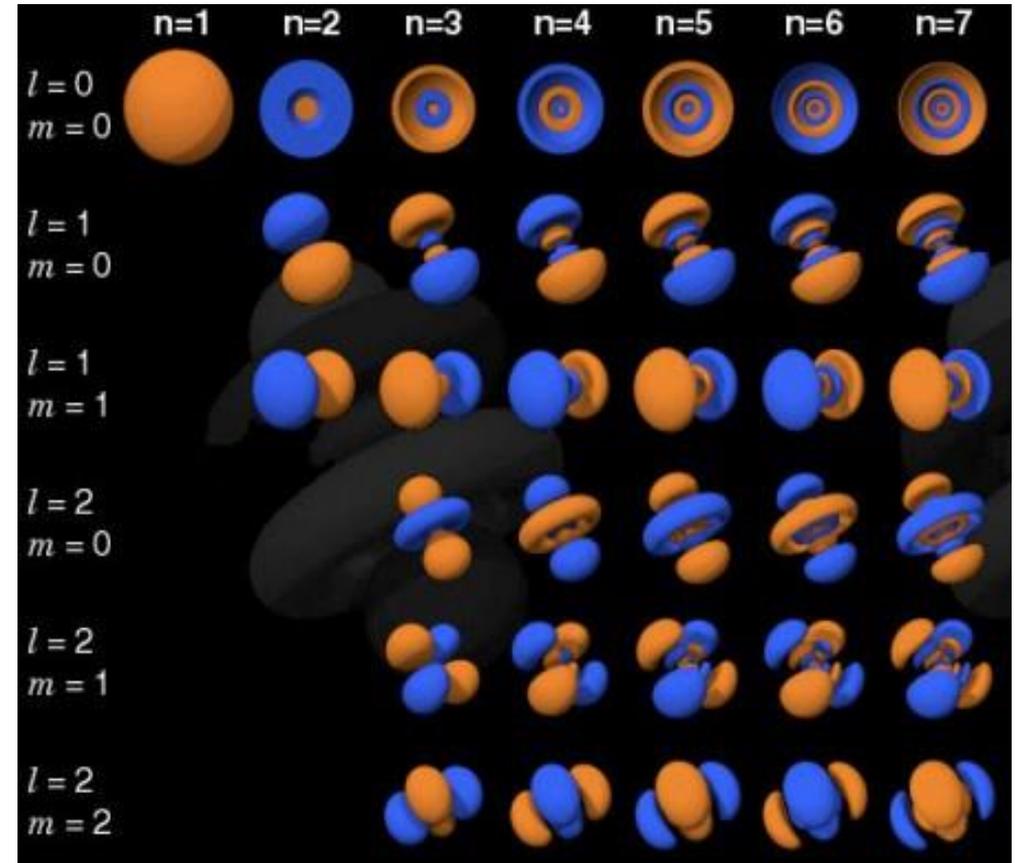
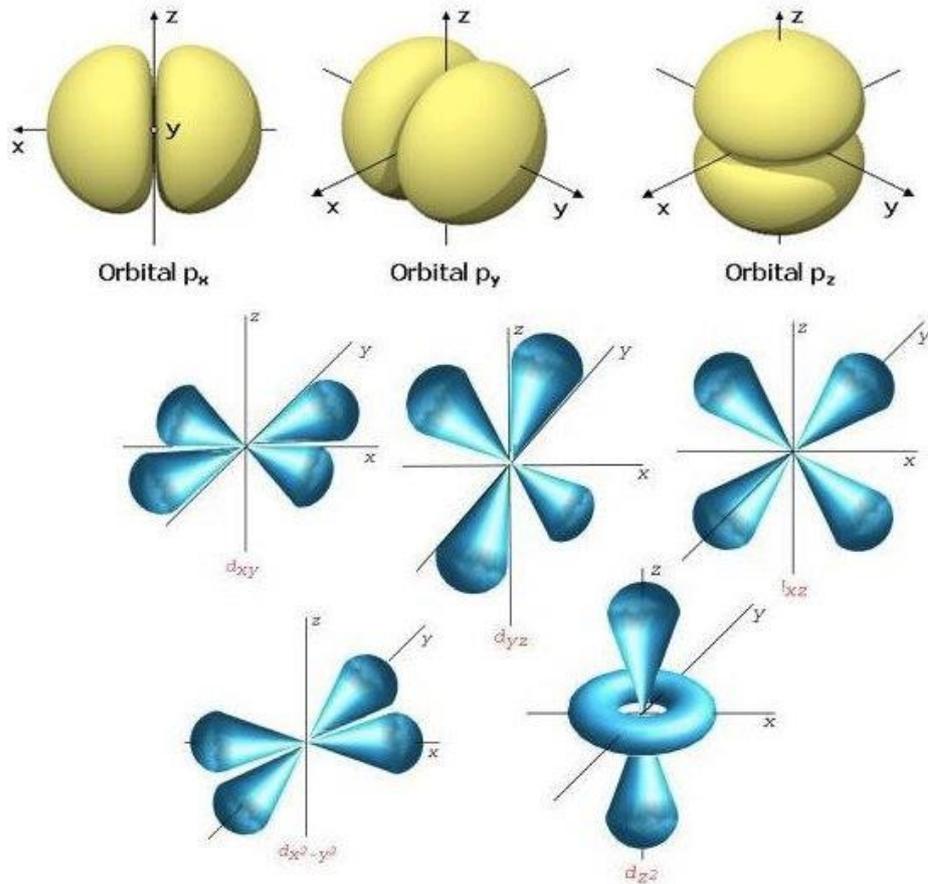
Núcleo Atômico







# Orbitais Atômicos e Moleculares



# Evolução de Modelos de Átomos

## A EVOLUÇÃO DOS MODELOS ATÔMICOS



2.200 anos



100 anos



400 a. C. - Modelo de Demócrito.  
Bolinha maciça.

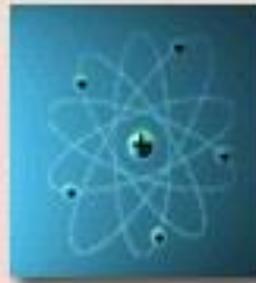
1808 - Modelo de Dalton.  
Bolinha maciça baseada  
em resultados experimentais.

1903 - Modelo de Thomson.  
"Pasta" positiva incrustada  
de elétrons negativos.

8 anos



2 anos



10 anos



1911 - Modelo de Rutherford.  
Núcleo positivo, elétrons  
girando em órbitas circulares.

1913 - Modelo de Rutherford - Bohr.  
Semelhante ao de Rutherford,  
porém com órbitas quantizadas.

1923 - Modelo de Orbitais.  
O elétron considerado como uma  
partícula-onda e situado em orbitais.

A deep-field astronomical image showing a vast field of galaxies in various colors and orientations against a dark background. The galaxies are scattered across the frame, with some appearing as bright, circular or elliptical shapes and others as elongated, filamentary structures. The colors range from bright yellow and orange to blue and purple, indicating different spectral types or redshifts. The overall scene is a rich, multi-colored field of distant galaxies.

Como aplicar este conjunto de informações à  
Astrofísica ?

As estrelas emitem um **espectro contínuo** com **linhas de absorção**....!

O **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, de acordo com a Lei de Wien.

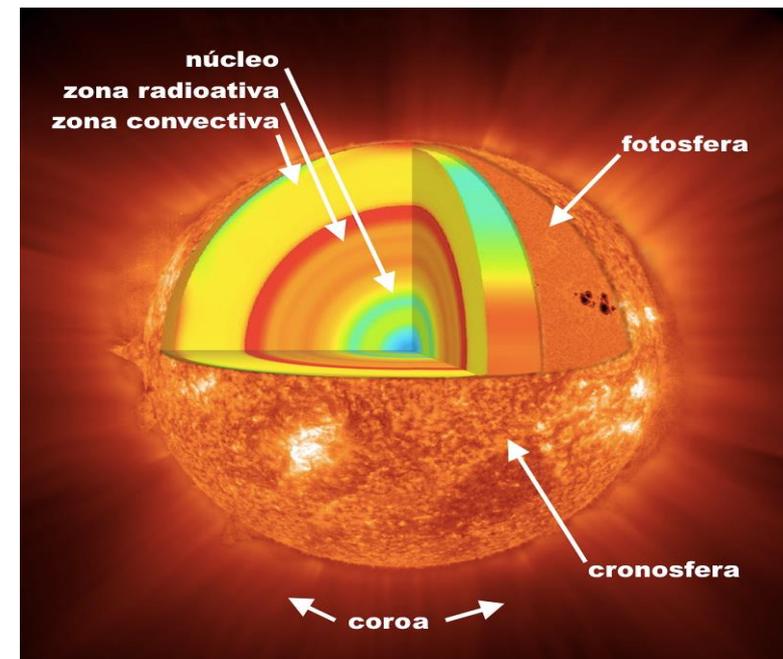
\*estrelas **quentes** aparecem **azuladas** ( $T=10.000 - 50.000$  K)

\* estrelas "**mornas**" aparecem **amareladas** ( $T= 5000 - 7000$  K)

\* estrelas **frias** aparecem **avermelhadas** ( $T = 2500 - 4000$ K)

## As linhas de absorção

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



## Lei de Stefan

Em 1879 **Joseph Stefan**, a partir de resultados experimentais, descobre uma relação entre a **energia ou luminosidade** emitida por um Corpo Negro de **área A** e temperatura (**T**), em Kelvin, a seguinte relação,

$$L = A \sigma T^4$$



Joseph Stefan  
(1835-1893)

onde  $\sigma$  uma constante conhecida como **constante de Stefan-Boltzmann** e **A** (ver Fig-2} representa a área abaixo das curvas de Planck e que conceitualmente representa o fluxo de **energia total F** (W/m<sup>2</sup>) emitido por um corpo negro quando se considera todos os  $\lambda$ 's e ângulos sólidos (Fig.-1).

- O **ângulo sólido** ( $\omega$ ) é uma grandeza tridimensional que está para o espaço assim como o ângulo está para o plano.

Fig-1

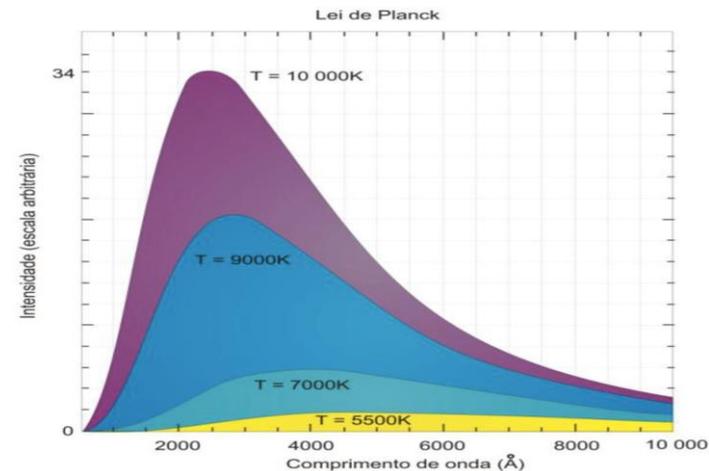
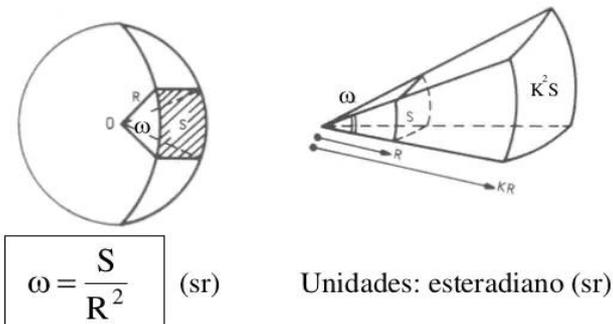


Fig-2

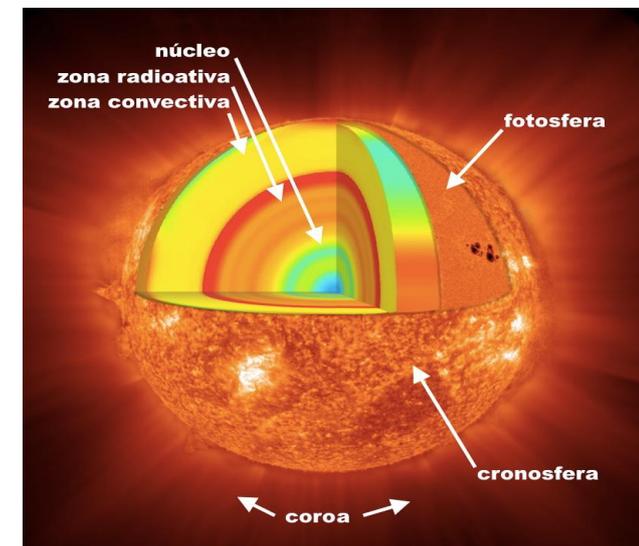


Em 1884, **Ludwig Boltzmann** usando **Leis da Termodinâmica** e as **Leis de Maxwell** para pressão de radiação, calcula o valor da constante  $\sigma = 5.670 \times 10^{-5} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ K}^{-4}$  conhecida como **constante de Stefan-Boltzmann**

Aplicando esta equação a **uma situação real, uma estrela**, cuja configuração geométrica é uma **esfera de raio R** e área de superfície  $A = 4 \pi R^2$ , obtem-se a Lei de Stefan-Boltzmann

Lei de Stefan-Boltzmann:  $L = 4 \pi R^2 \sigma T_e^4$

Como as estrelas **não são Corpos Negros perfeitos**, a temperatura na eq. acima é definida como sendo **Temperatura Efetiva ( $T_e$ )**, a temperatura na fotosfera da estrela



# Emissão da Luz

## Lei de Stefan-Boltzmann

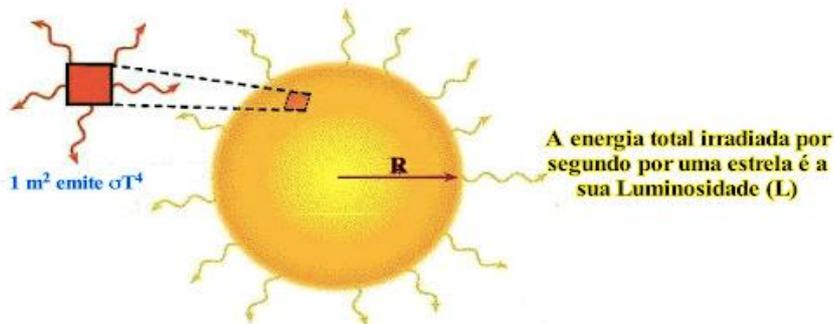
$$L = 4\pi\sigma R^2 T^4$$

A quantidade de **radiação total emitida** por uma fonte, como por exemplo uma lâmpada incandescente ou uma estrela (por ex. Sol), é uma **grandeza intrínseca da fonte** e fornece a **energia emitida por unidade de tempo, igualmente distribuída em todas as direções e, portanto, isotrópica.**

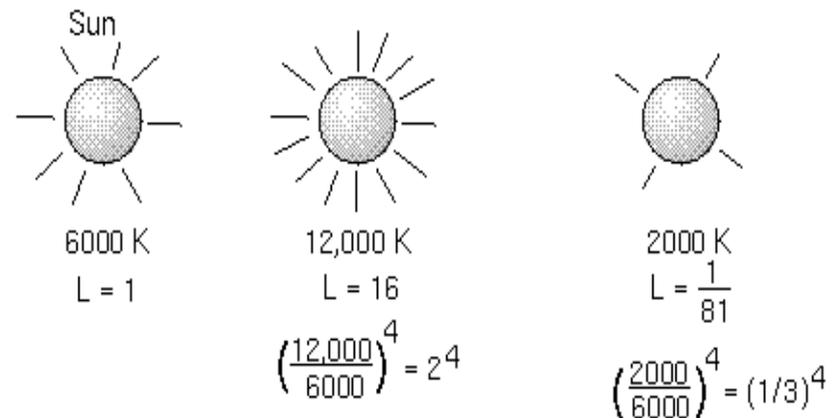
Na física, esta **grandeza** é definida como **luminosidade (L)** e é medida pela potência emitida em unidades de Watts, ou em relação a luminosidade solar –  $L_{\odot} = 3,9 \times 10^{26}$  Watts ( $\text{ergs} \times \text{s}^{-1}$ ), conhecida como Lei de Stefan-Boltzmann

Luminosity is proportional to *fourth* power of temperature.

### Lei de Stefan-Boltzmann (Poder radiativo de um “Corpo Preto”)

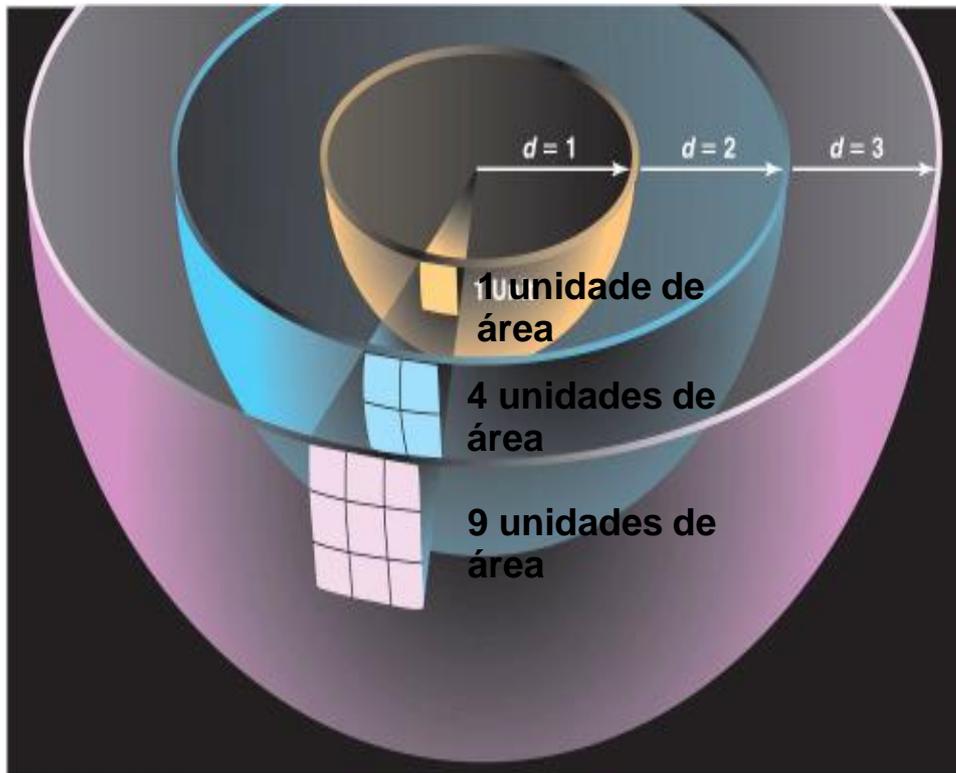


$L =$  Energia emitida por  $1\text{m}^2$  multiplicada pelo  $n^\circ$  de  $\text{m}^2$  da sua superfície  
 $= \sigma T^4$  multiplicada pela área da superfície da estrela ( $4\pi R^2$ )  
 $= \sigma T^4 \times 4\pi R^2$



# Propagação da Luz

A radiação produzida pela fonte emissora se propaga no espaço em todas as direções e a medida que se afasta da fonte, a intensidade inicial (**L**) se distribui ao longo de uma área maior e assim é diluída.



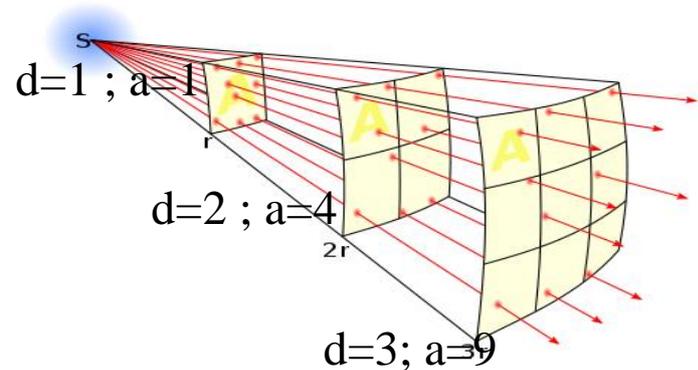
© 2007 Thomson Higher Education

$$L = 4 \pi R^2 \sigma T e^4 \quad (\text{ergs s}^{-1})$$

esfera de raio **R** e área de superfície  $A = 4 \pi R^2$

**Lei de Stefan-Boltzmann**

A quantidade que chega até os telescópios e que é medida depende da **distância (d)** da fonte e é definida como sendo **FLUXO (F)**.



...traduzido por uma equação matemática,

$$F = \frac{L}{4 \pi d^2} \quad (\text{ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2})$$

**Lei do Inverso do Quadrado da Distância,**

Ex: Uma estrela de magnitude 2 é 3 magnitudes **mais brilhante** que do que uma estrela de magnitude 5. Isto significa que ela é  $(2,5)^3$  ..... ou 16,25 vezes **mais brilhante** que uma estrela de 5a magnitude...

Este exemplo mostra que estrelas, ou astros, tem uma faixa contínua de brilho, implicando também em uma faixa contínua e fracional de magnitudes...

Por conveniência e no sentido de medir e comparar medidas fracionais, bem como representar graficamente amplitude de valores e intervalos destas grandezas, utiliza-se um **operador matemático que é o logarítmo**.

Um exemplo que pode ser melhor compreendido é o caso pH, que mede a acidez de uma solução numa escala que vai de 0 a 14.

Caso fosse utilizada diretamente a concentração do íon  $H^+$  para fazer essa medida, teríamos uma escala bem pouco prática, uma escala linear, variando de 0,000000000000001 a 1

Reparem que a Lei de Stefan também nos informa que

$$F = \sigma T^4 \quad (\text{eq. 1})$$

Mas o fluxo que acabamos de determinar é dado pela **Lei do Inverso do Quadrado da Distância**,

$$(\text{eq. 2}) \quad F = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (\text{ergs s}^{-1} \text{ cm}^2)$$

Portanto, ao **igualarmos as 2 equações** do fluxo acima, teremos:

$$\sigma T^4 = \frac{L}{4\pi d^2} \quad \text{ou} \quad L = 4\pi d^2 \sigma T^4$$

Considerando agora a **aplicação deste conceito a uma determinada estrela**, cuja distância (d) seria atribuída ao raio R da estrela, define-se a luminosidade na fotosfera como:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4 \quad (\text{ergs s}^{-1})$$

Assim, a temperatura na fotosfera seria definida como a temperatura efetiva - **T<sub>e</sub>**

## Em síntese...

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

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

É uma grandeza que não depende da distância

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

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

É uma grandeza que depende da distância.

É expresso por **um número denominado magnitude aparente**, que por definição é uma quantidade que serve para caracterizar o brilho aparente de um astro. **Este número diminui a medida que o brilho aumenta**. Vamos ver a seguir porque isto acontece.

Por exemplo:

- **luminosidade** do Sol:  $3,86 \times 10^{26}$  Watt
- **brilho aparente** do Sol na Terra:  $1373$  Watt/metro<sup>2</sup>.
  
- **luminosidade** de Sirius ( $\square$  CMa):  $1,0 \times 10^{28}$  Watt (i.e.,  $26,1 \times L_{solar} = L_0$ )
- **brilho aparente** de Sirius na Terra:  $0,12$  Watt/km<sup>2</sup>
  
- lâmpada de **luminosidade** de  $100$  Watt
- **brilho aparente** a  $2$  metros de distância:  $2$  Watt/metro<sup>2</sup>.
  
- **luminosidade** da galáxia de Andrômeda:  $10^{37}$  Watt
- **brilho aparente** de Andrômeda:  $0,0014$  Watt/km<sup>2</sup>.

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (\text{ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}) \quad L = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Como medir e representar matematicamente estas medidas?

**Magnitude:** um número que quantifica o brilho aparente de um astro

No passado, o brilho das estrelas era “**registrado**” como um meio de distinguir e identificar estrelas em uma **escala comparativa de brilhos**.

Hiparco (190-120 a.C) foi o primeiro a classificar, **a olho nú**, o grau de intensidade luminosa (= magnitude) de algumas estrelas, e **cria uma escala de comparação de brilho** das estrelas – uma escala de magnitudes, que era baseada na seguinte definição

As estrelas **mais brilhantes**, que aparecem no céu logo ao entardecer, são de **1ª magnitude**. As estrelas **mais fracas**, que surgem quando o céu está bem escuro, são de **6ª magnitude**. Seriam assim representadas matematicamente

$$1^{\text{a}} \text{ magnitude} = m_1 = 1$$

$$2^{\text{a}} \text{ magnitude} = m_2 = \frac{1}{2} 1^{\text{a}} \text{ magnitude} = \left(\frac{1}{2}\right).m_1$$

$$3^{\text{a}} \text{ magnitude} = m_3 = \frac{1}{2} 2^{\text{a}} \text{ magnitude} = \frac{1}{4} 1^{\text{a}} \text{ magnitude} = \left(\frac{1}{4}\right).m_1$$

$$4^{\text{a}} \text{ magnitude} = m_4 = \frac{1}{2} 3^{\text{a}} \text{ magnitude} = \frac{1}{2^3} 1^{\text{a}} \text{ magnitude} = \left(\frac{1}{8}\right).m_1$$

$$5^{\text{a}} \text{ magnitude} = m_5 = \frac{1}{2} 4^{\text{a}} \text{ magnitude} = \frac{1}{2^4} 1^{\text{a}} \text{ magnitude} = \left(\frac{1}{16}\right).m_1$$

$$6^{\text{a}} \text{ magnitude} = m_6 = \frac{1}{2} 5^{\text{a}} \text{ magnitude} = \frac{1}{2^5} 1^{\text{a}} \text{ magnitude} = \left(\frac{1}{32}\right).m_1$$

A escala de Hiparco **era imprecisa** já que dependia de **estimativas subjetivas** do brilho das estrelas.

O desenvolvimento (Séc. XIX) de equipamentos eletrônicos como os fotômetros ou detectores eletrônicos (CCD) acoplados a telescópios, passam a **captar e medir a radiação com precisão**, mostrando que **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 ( $m_1 - m_6 = 5$ ) corresponde a um **fator 100 x em fluxo ou brilho** \* ver exercício mostrando isto...

A razão correspondente a uma diferença de 1 magnitude é  $\sqrt[5]{100}$

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 a diferença de 5 magnitudes (m) e razões de brilho de 100 (b) é dada por,

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

**Vamos ter uma dificuldade aqui....**

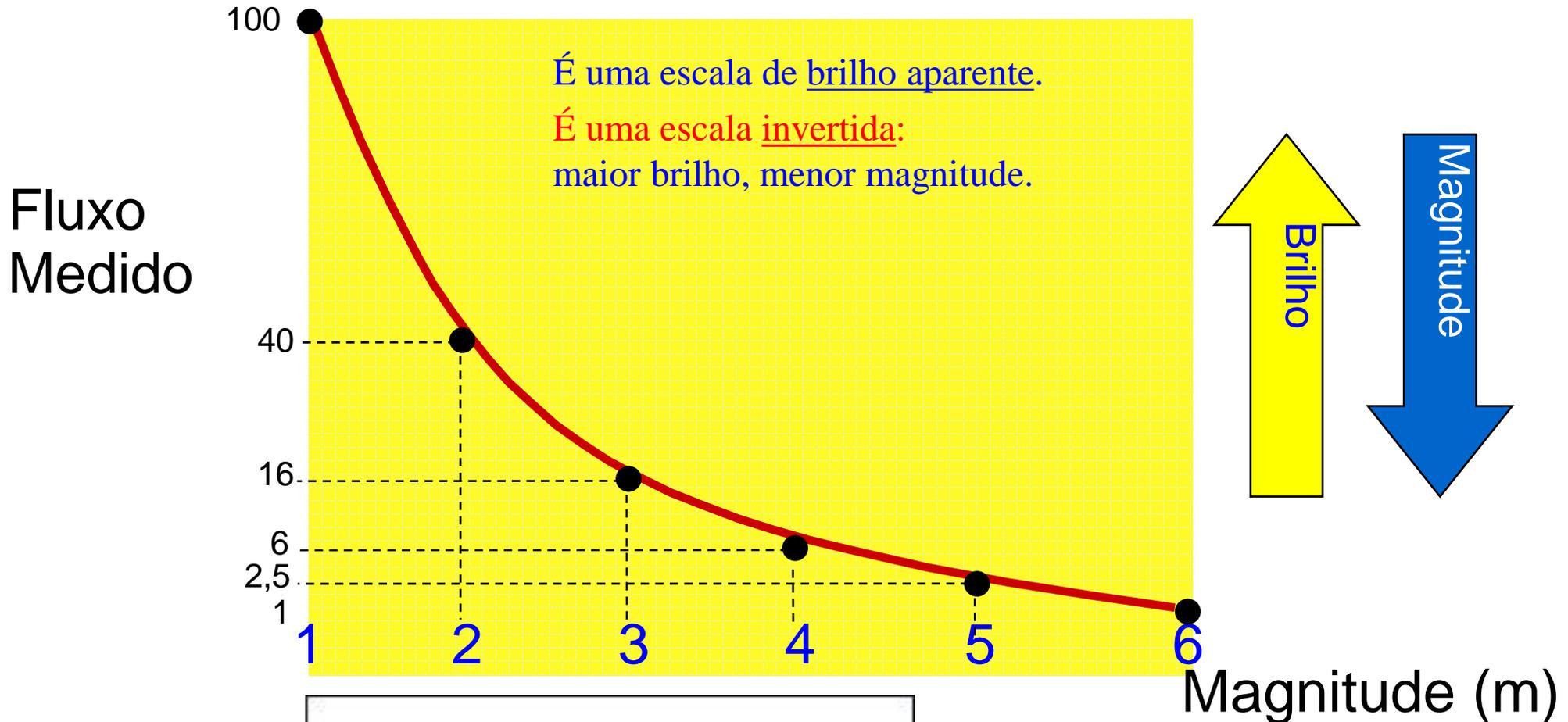
O brilho ou fluxo (F) é uma grandeza que **depende da distância....**  $F = \frac{L}{4\pi d^2}$

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:

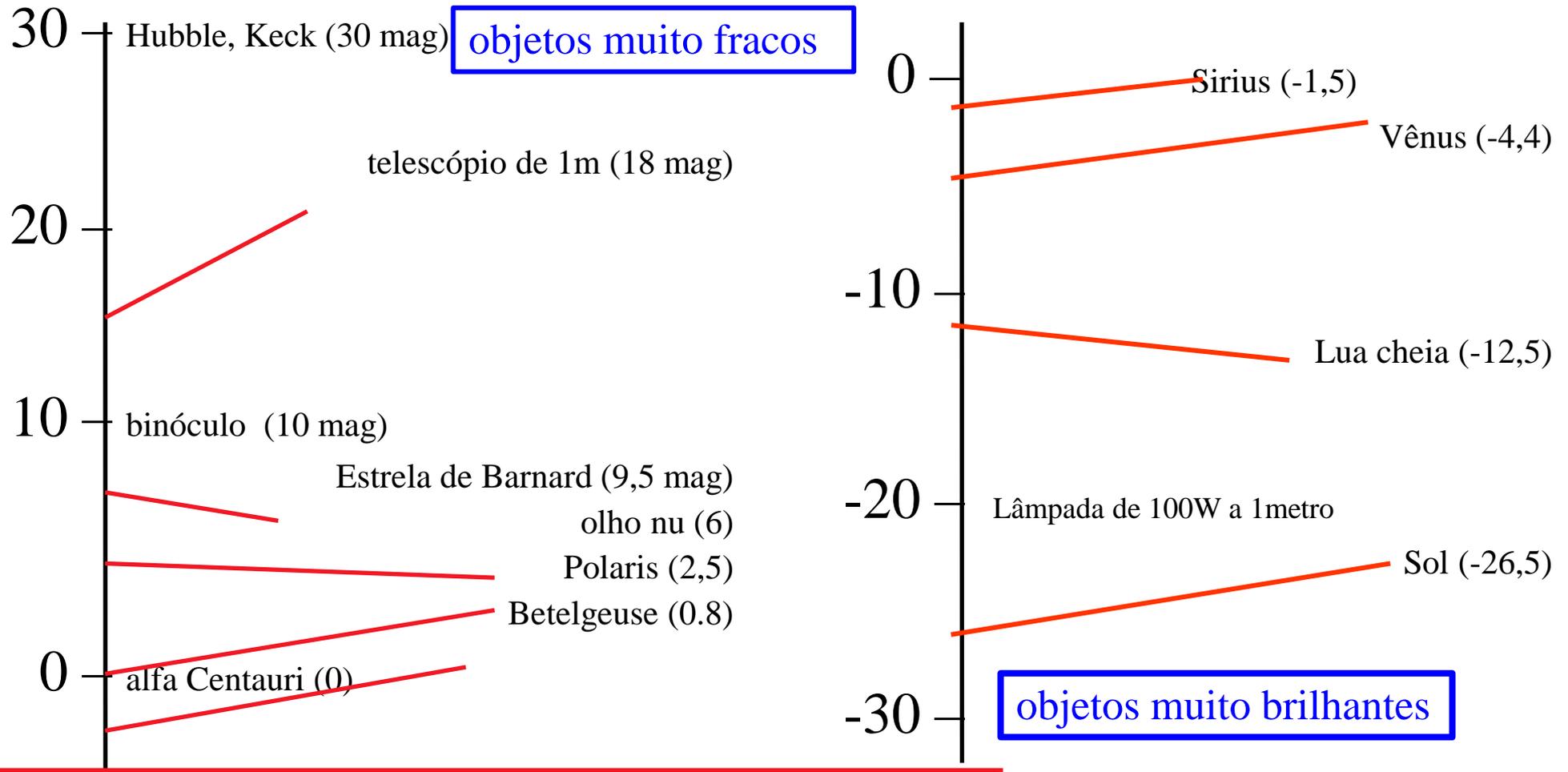
**m** = Magnitude aparente ou visual

**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.

# Limites Inferior e Superior de Magnitude Aparente - (m)

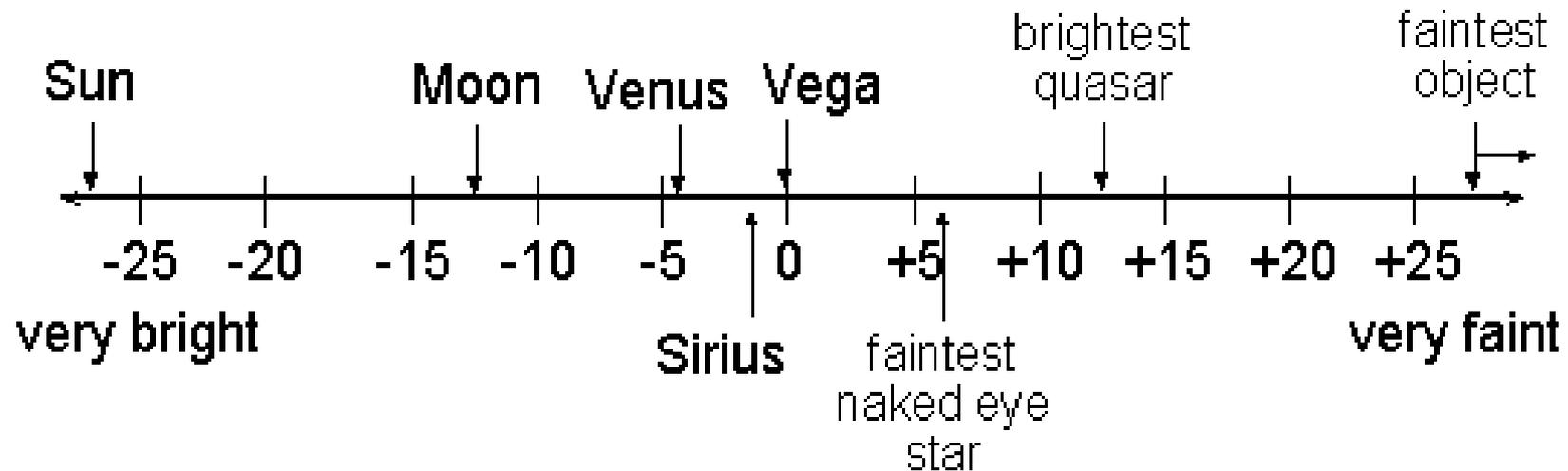


• Exemplos de magnitude correspondem ao brilho (fluxo) que observamos.

- Sol = -26,75      Lua cheia = -12      Vênus = -4,4
- Vega ( $\alpha$  Lira) = 0      Sirius = -1,6      Plutão = +15
- lâmpada de 100 W a 1 metro de distância = -21
- limite do olho nu = +6
- limite de um telescópio de 1 metro = +18;
- limite do telescópio Hubble (2,5 m no espaço) e do Keck (10m) =

O objeto mais fraco observado hoje tem  $m=31$  mag. É da ordem de  $10^9$  vezes mais fraco que a estrela mais fraca observada a olho nú

Extensão da faixa de valores de magnitudes além do original de Hiparco (1 a 6)  
...medidas modernas...



Apparent brightnesses of some objects in the magnitude system.

## Algumas observações importantes....

- A medida do fluxo (ou brilho) pode ser realizada através de técnicas de fotometria....
- O fluxo, é uma quantidade medida em telescópios, que depende da distância.
- O brilho ou fluxo dos astros é **expresso por um número** em termos de um **“Sistema de Magnitudes”**
- > Se conhecermos a distância, podemos determinar a luminosidade (L) a partir da magnitude aparente (m) ou do fluxo (F).
- O Sistema de Magnitudes moderno é baseado em observações fotométricas precisas, e segue a sensibilidade da visão humana, que é **logarítmica !**

## Lembrete

**Logarítmo** é um operador matemático utilizado para minimizar cálculos complexos onde se utilizam potencialização, exponenciação e trigonometria.

Usaremos durante o curso algumas propriedades de **Potência e Logarítmo**.

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

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

$$10^0 = 1 \text{ por definição}$$

$$10^1 = 10$$

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

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

$$0 = \log 1$$

$$1 = \log 10$$

$$2 = \log 100$$

$$3 = \log 1000$$

Propriedades

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

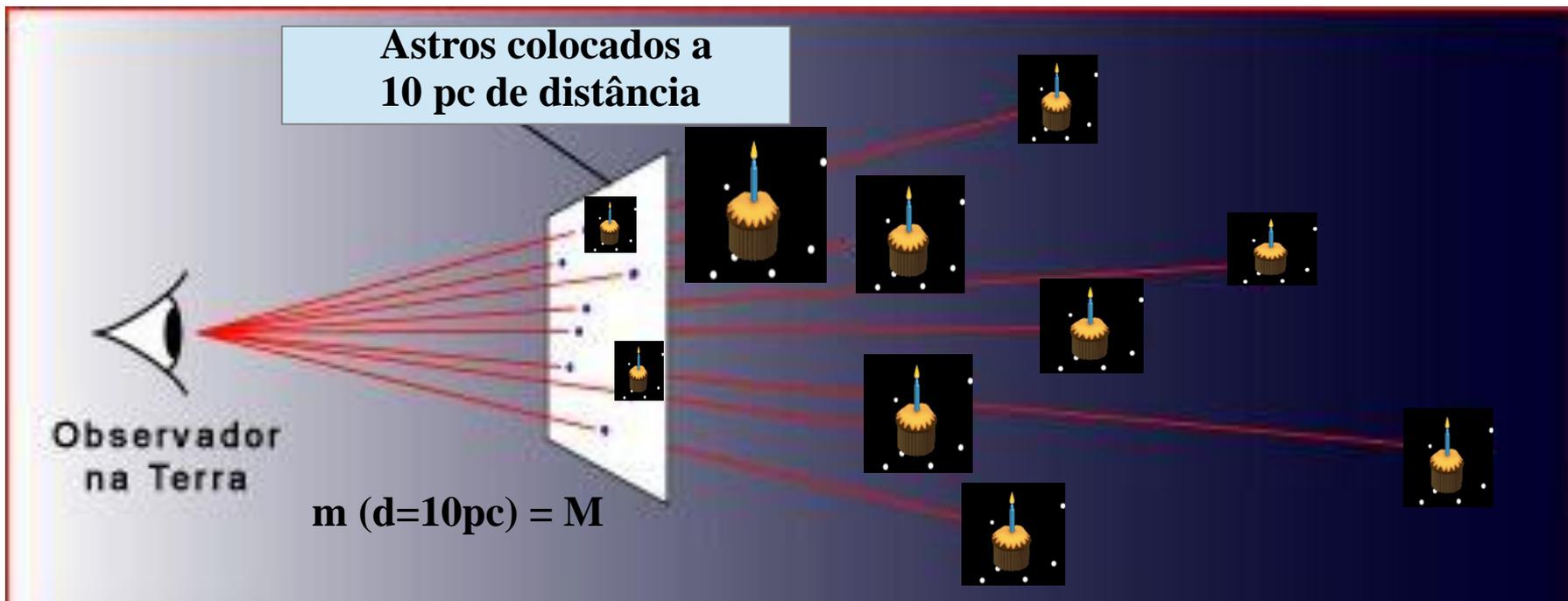
$$\log\left(\frac{a}{b}\right) = \log a - \log b$$

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

# Utilidade/Aplicação

Módulo de Distância (m-M)  
...mede a distância de um objeto

**Atalho:** Astrônomos usam geralmente o “Sistema de Magnitudes” como um meio de expressar a luminosidade **definindo** uma **luminosidade padrão que não depende da distância** – **Magnitude Absoluta (M):** a magnitude que uma estrela teria se estivesse a uma distância de 10 pc



Magnitude aparente ( $m$ ): ( depende da distância )



$$m = -2,5 \log F + C$$

medido

medido

$$F = \frac{L}{4\pi d^2}$$

Portanto,  $m = -2,5 \log L + 2,5 \log 4\pi + 5 \log d + C$

Para  $d = 10 \text{ pc}$   
 $m = M$

$m - M = + 2,75 + 5 \log (10) + C \longrightarrow C = -7,75.$

**Modulo de Distância (m-M):**  $m - M = 5 \log d (\text{pc}) - 5$  ou  $m - M = 5 \log d/10$

- Se  $m - M = 0 \rightarrow$  o objeto está a exatamente 10 parsecs de distância.
- Se  $m - M < 0 \rightarrow$  o objeto está a menos de 10 parsecs
- Se  $m - M > 0 \rightarrow$  o objeto está mais distante que 10 pc e sua  $m$  é mais brilhante que  $M$

Como e que tipos de instrumentos que realizam a observação e medida da luz?

...é o que veremos na próxima aula....