Revisão – Formação de Linhas, Modelo Atômico de Schrodinger

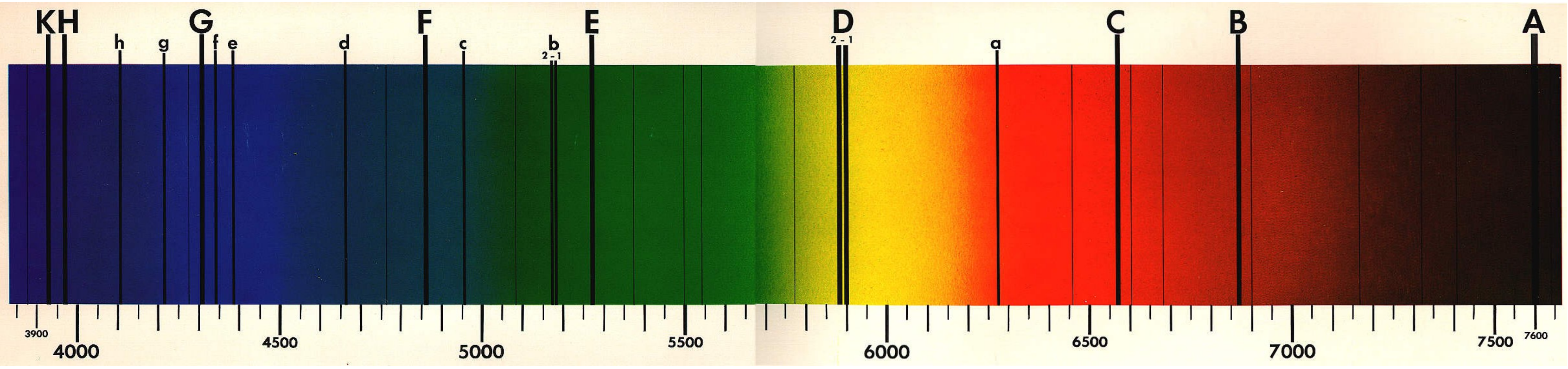
Medidas da Luz:

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...

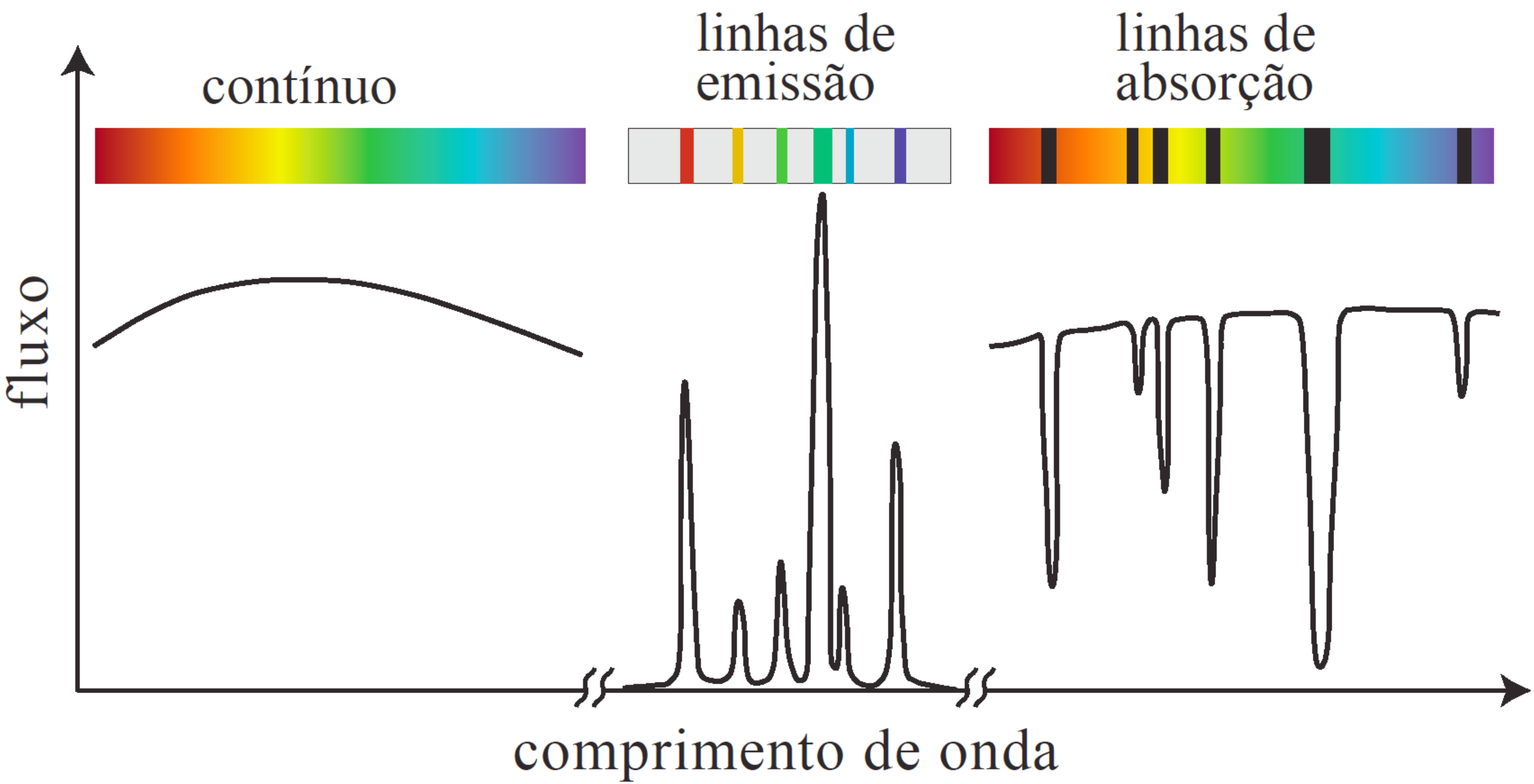
Este espectro é composto de um contínuo e de **linhas escuras. Como explica-las?**



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)

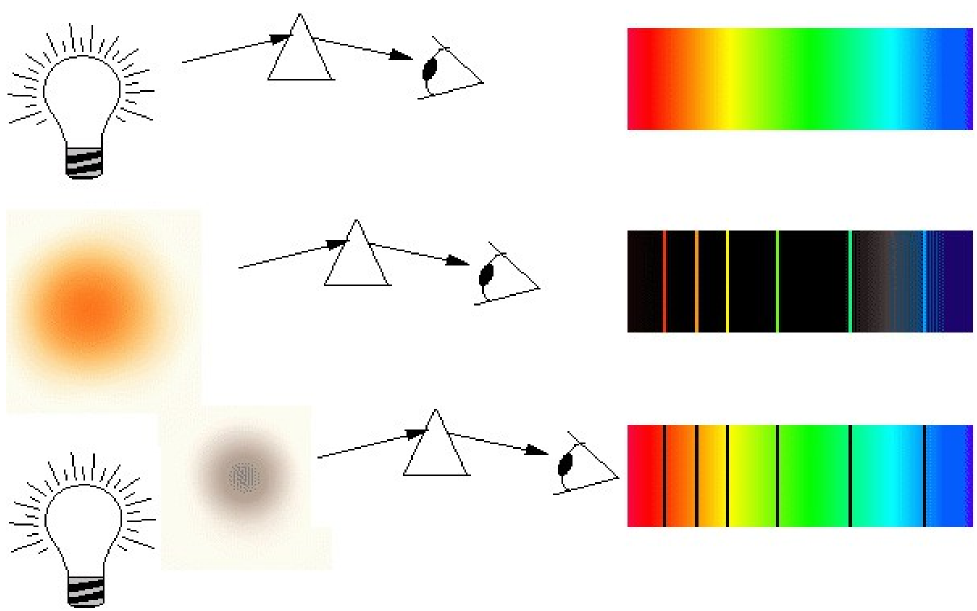


Fig.1

Fig.2

Fig.3

Qual a natureza das linhas espectrais?

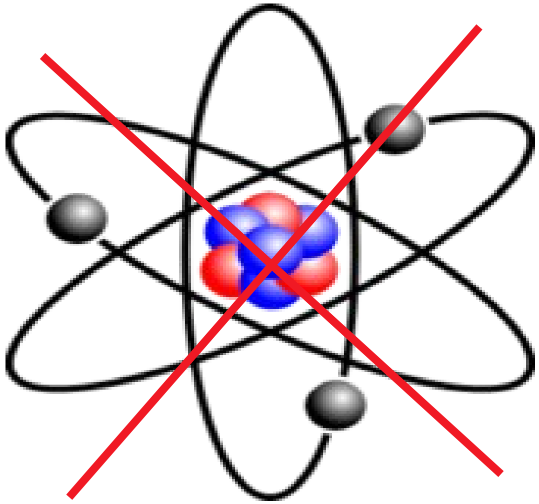
...a resposta está vinculada ao conceito de átomo...

Modelo Atômico de Rutherford é substituído pelo de Bohr

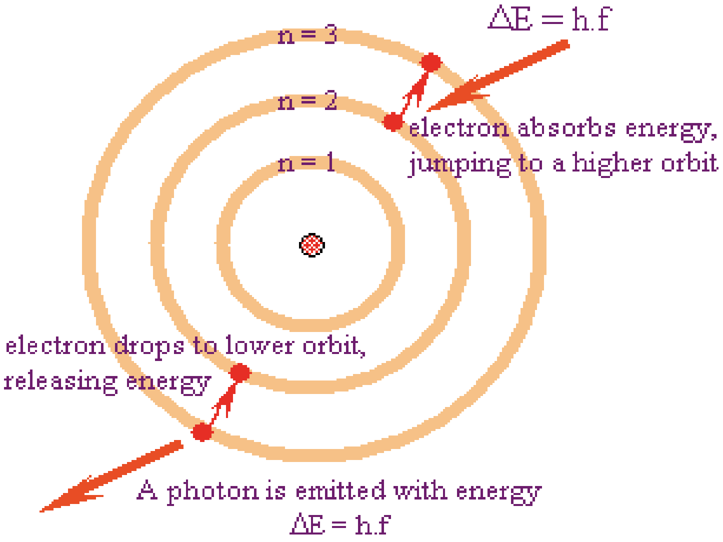
Niels Henrik David Bohr (1885-1962)

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.

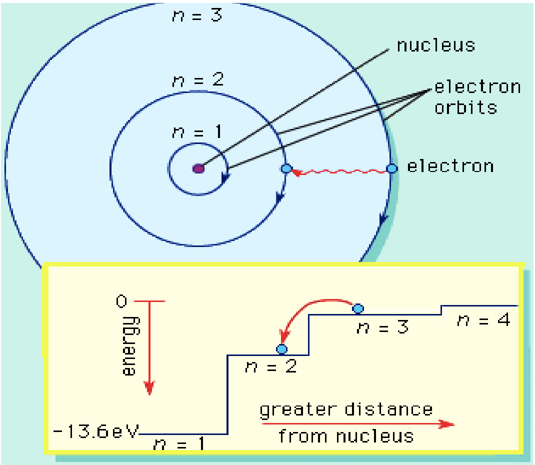
Isto significa que os **elétrons podem ocupar somente órbitas bem definidas** (quantizadas) em torno do núcleo e definidas pelo **número quântico (n)**, não emitem radiação enquanto estão na mesma órbita e que o tamanho da órbita deve conter um **número inteiro de comprimentos de onda.**



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



Modelo Atômico de Bohr

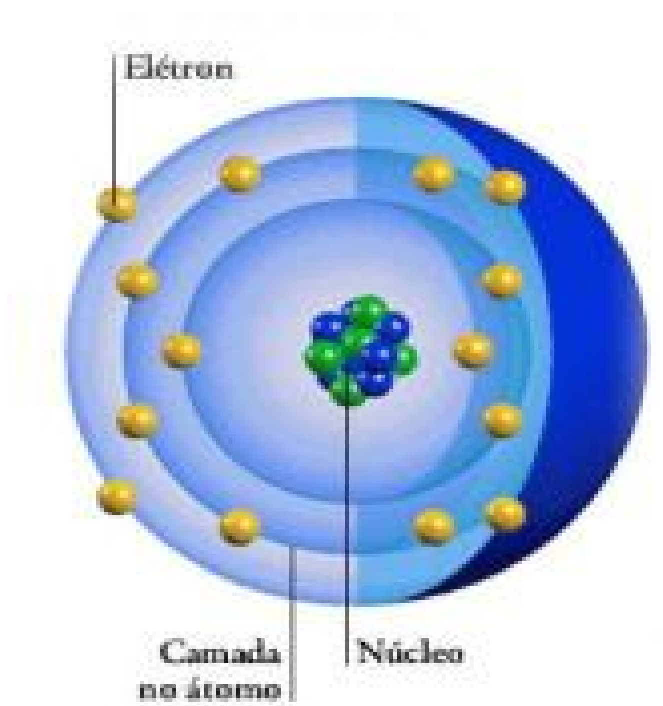


A força que mantém o elétron em órbita é a atração elétromagnética.

Detalhando o Modelo Atômico de Bohr (1)

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

Cada órbita possui um valor de energia.



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

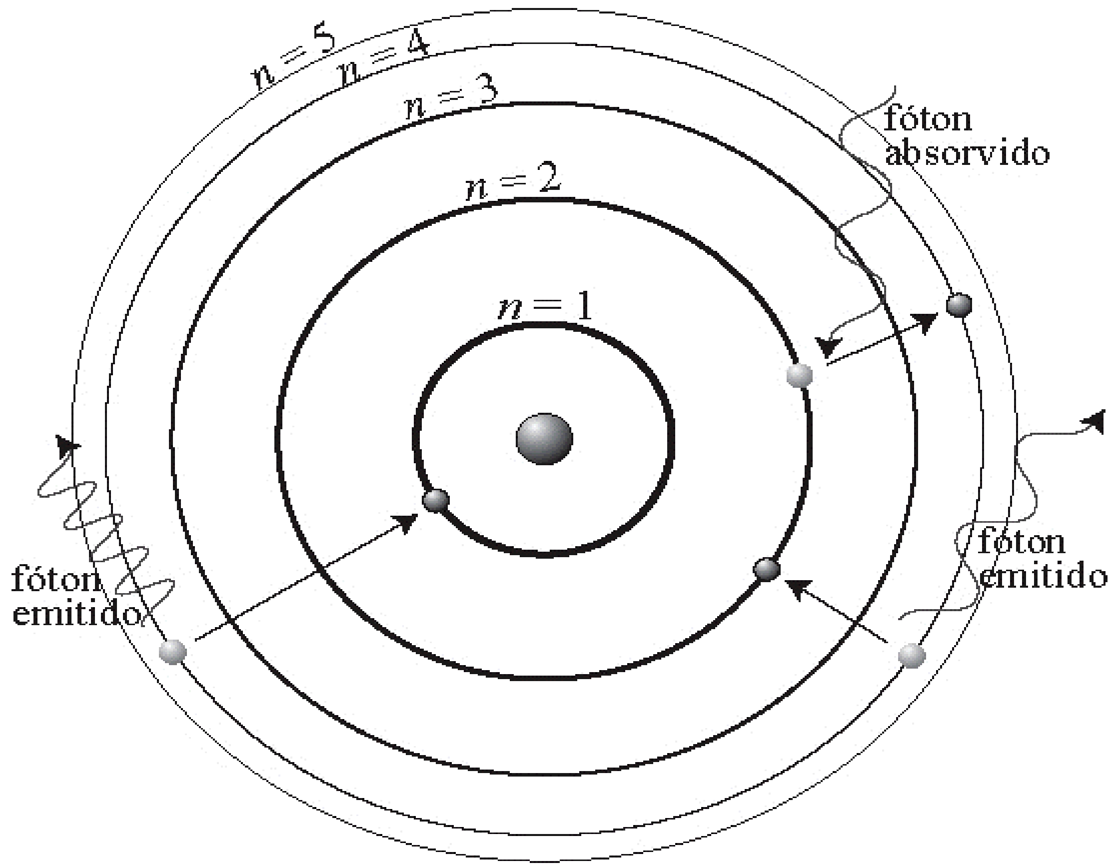
Qualquer processo que leve o eletron de uma determinada órbita para uma órbita superior é chamado de **“excitação”.** Se o eletron recebe energia que pode escapar do átomo, o processo é chamado **“ionização"**.

Detalhando o Modelo Atômico de Bohr (2)

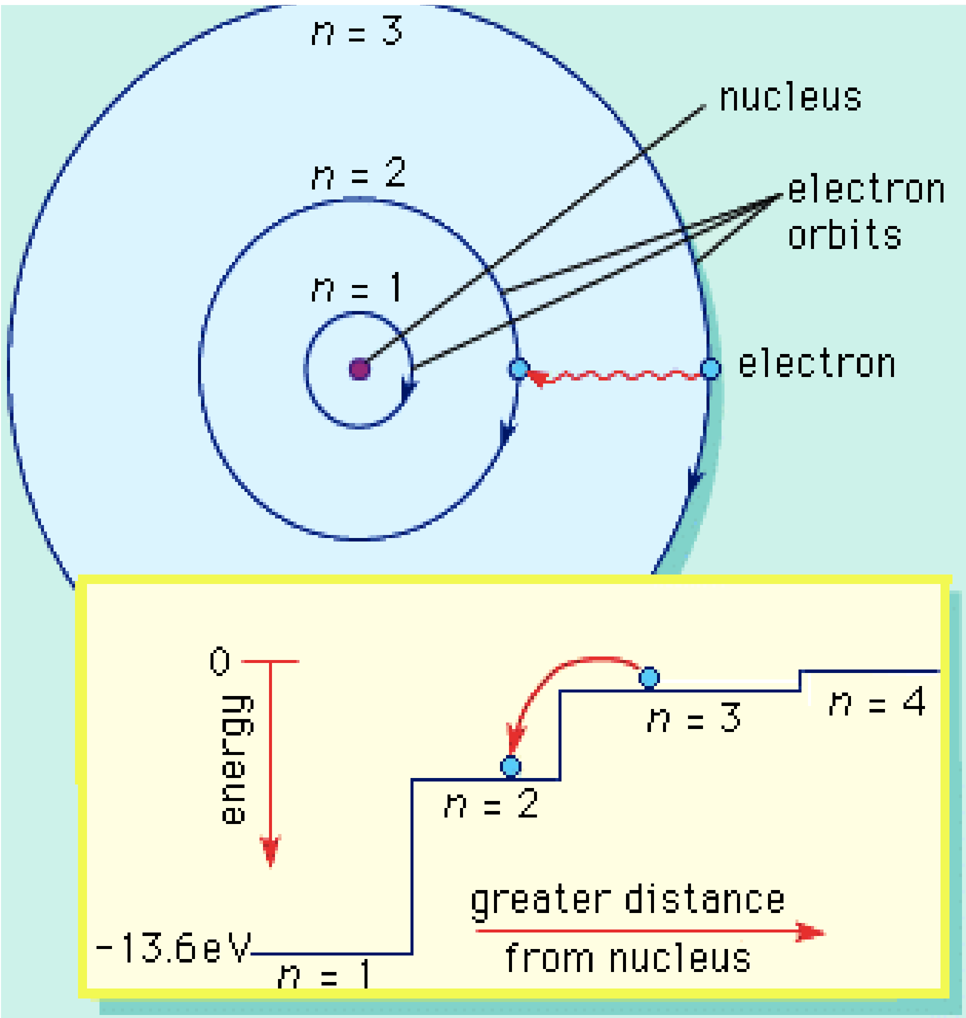
Se o eletron salta de uma dada órbita para outra vai haver **ganho ou perda de energia.**

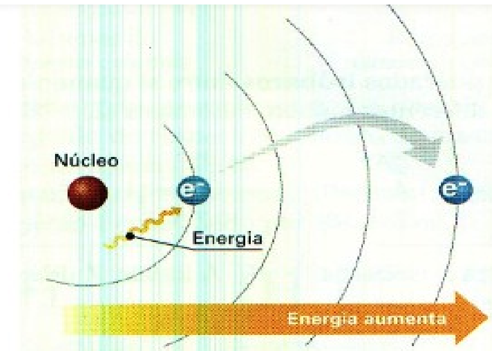
Este fenômeno é conhecido como"salto quântico".

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

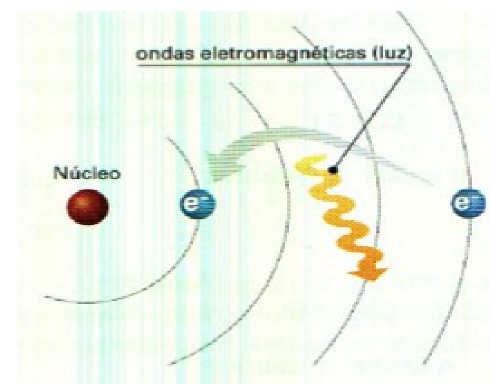


Os elétrons estão sujeitos a mudanças de níveis, perdendo e recebendo energia, realizando o que chamamos de povoamento e despovoamento eletrônico



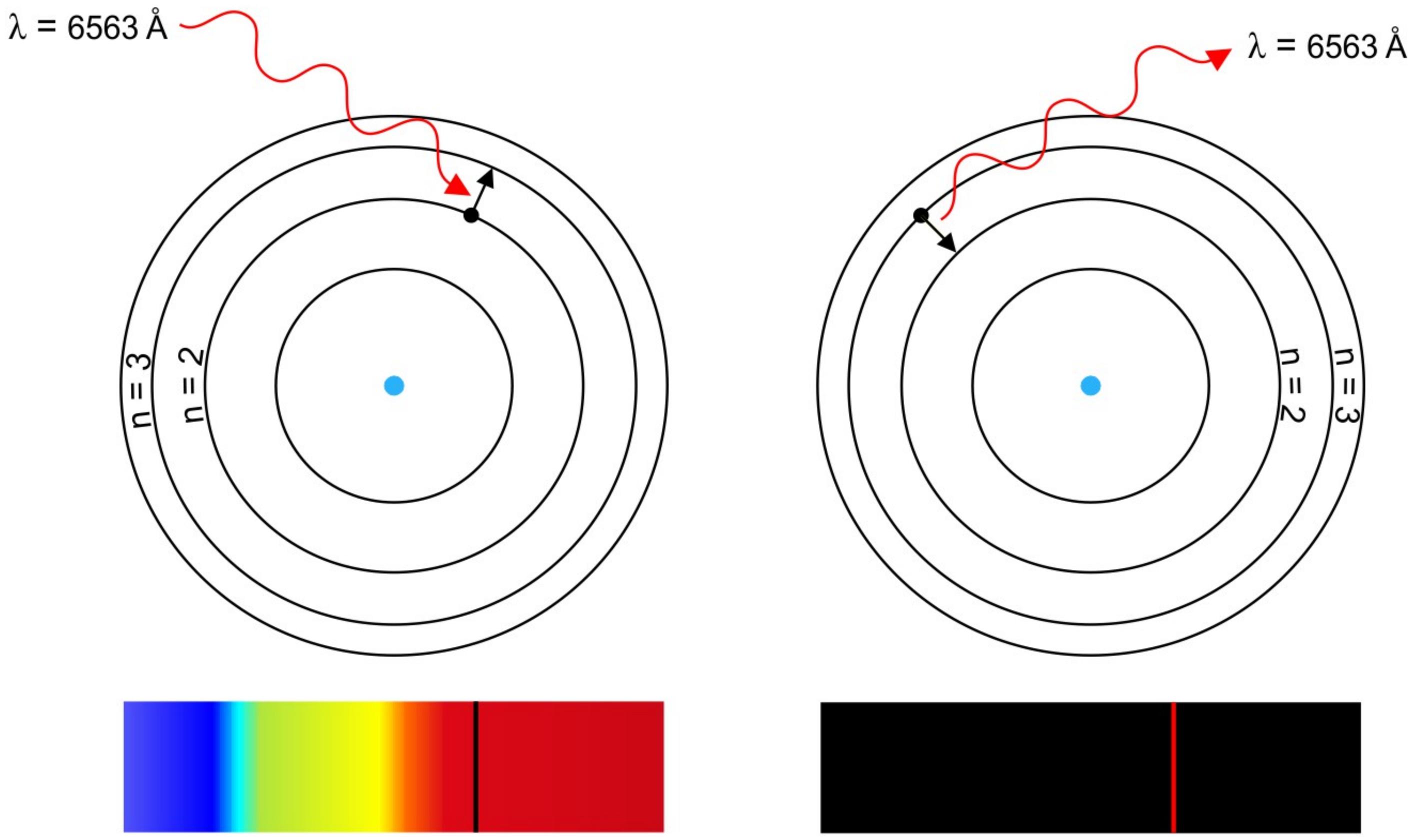


RECEBER energia = PULA para FORA

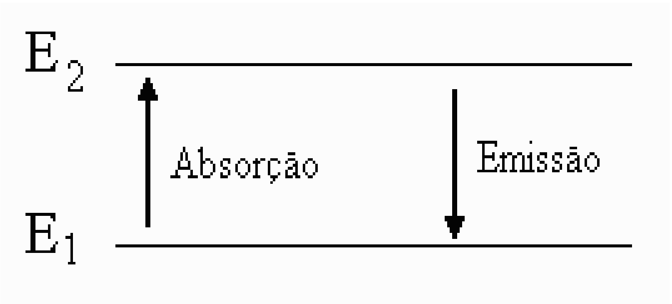


PERDER energia = CAI para DENTRO

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

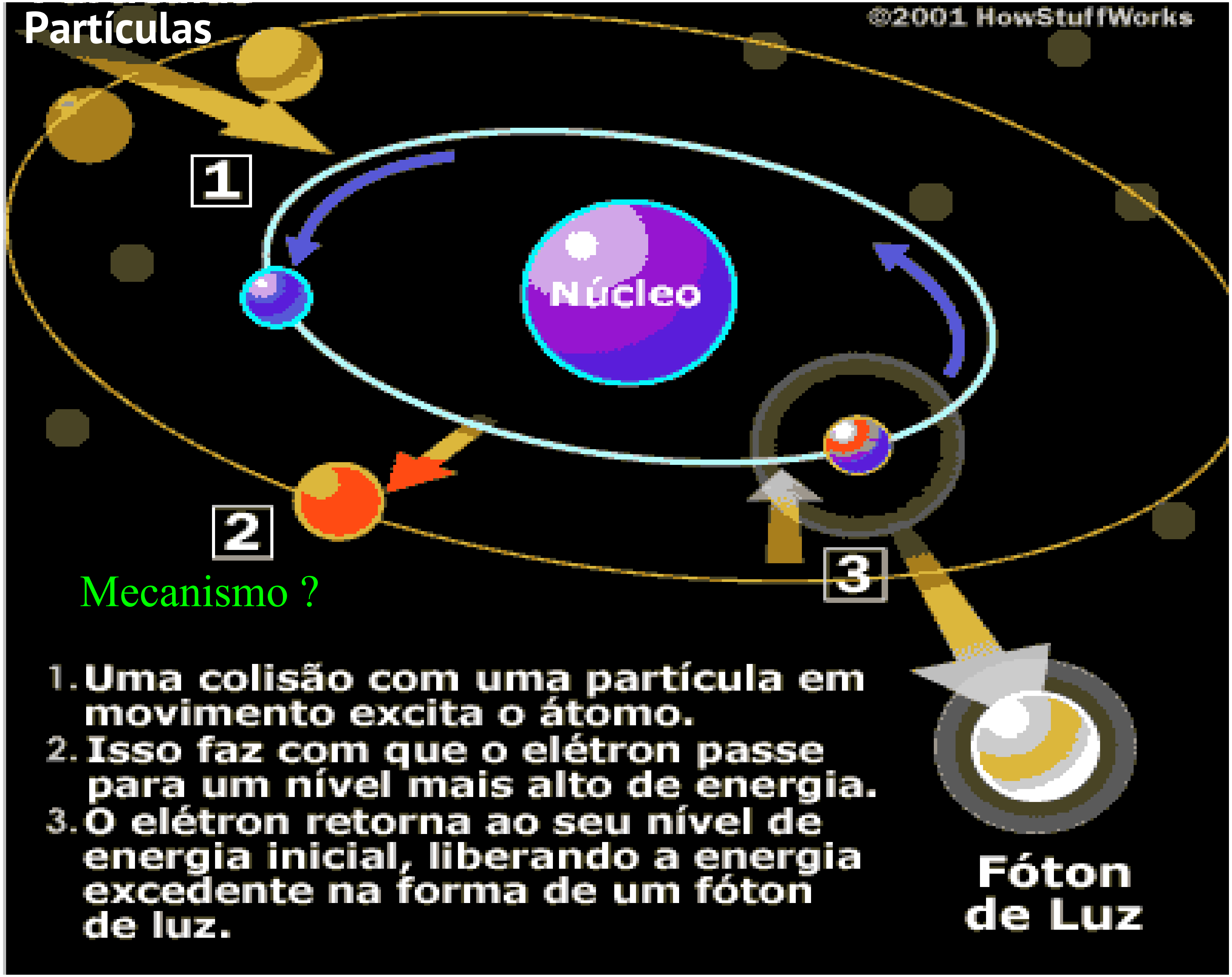


Para um elétron sair de um nível mais baixo de energia E1 e subir a outro com maior energia E2 é preciso ganhar energia....portanto, **retira energia do meio**

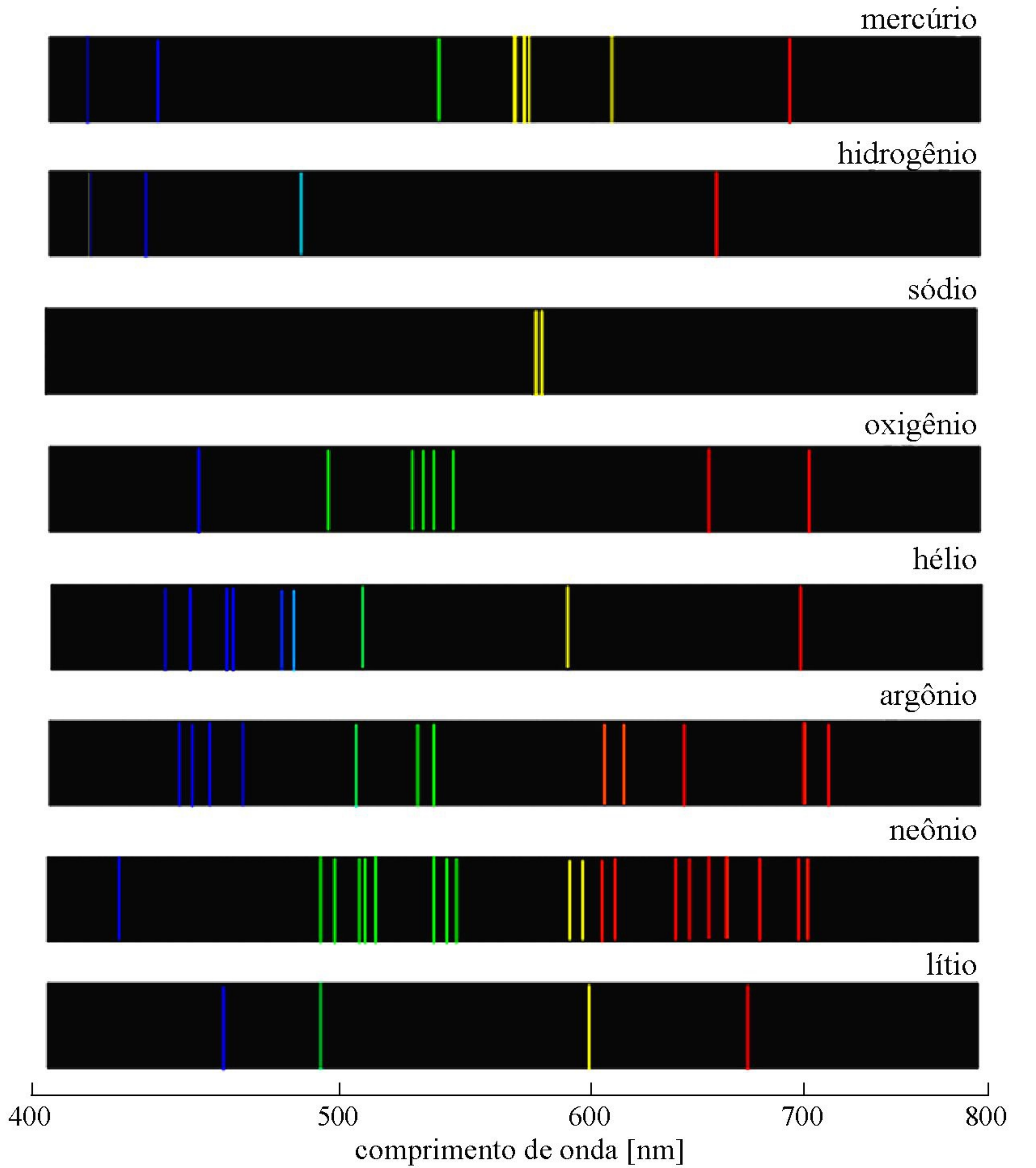


Para um elétron sair de um nível mais alto de energia E2 e descer a outro com menor energia E1 é preciso perder energia...portanto, **liberar energia para o meio**

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



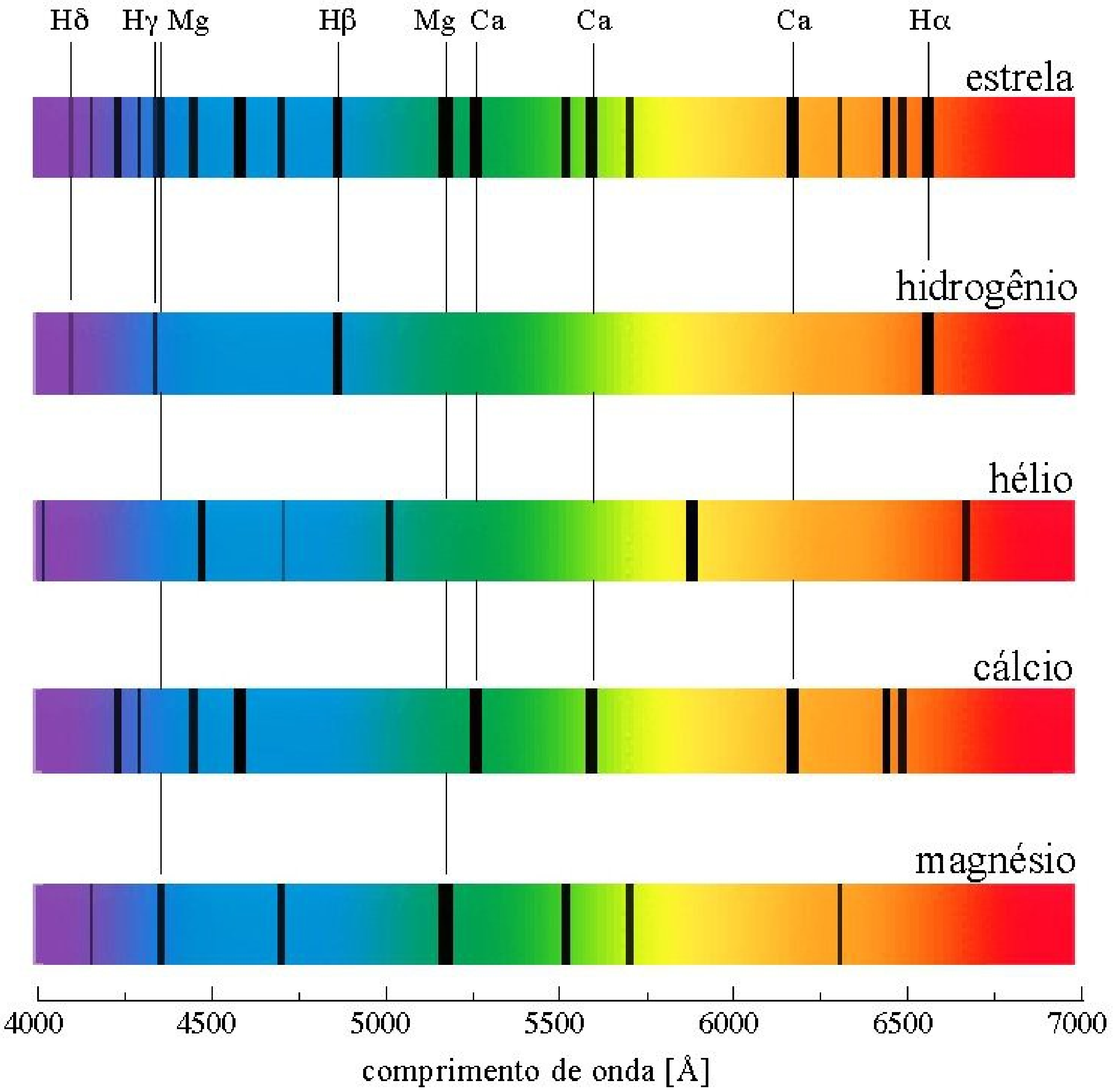
Linhas Espectrais de diversos elementos químicos



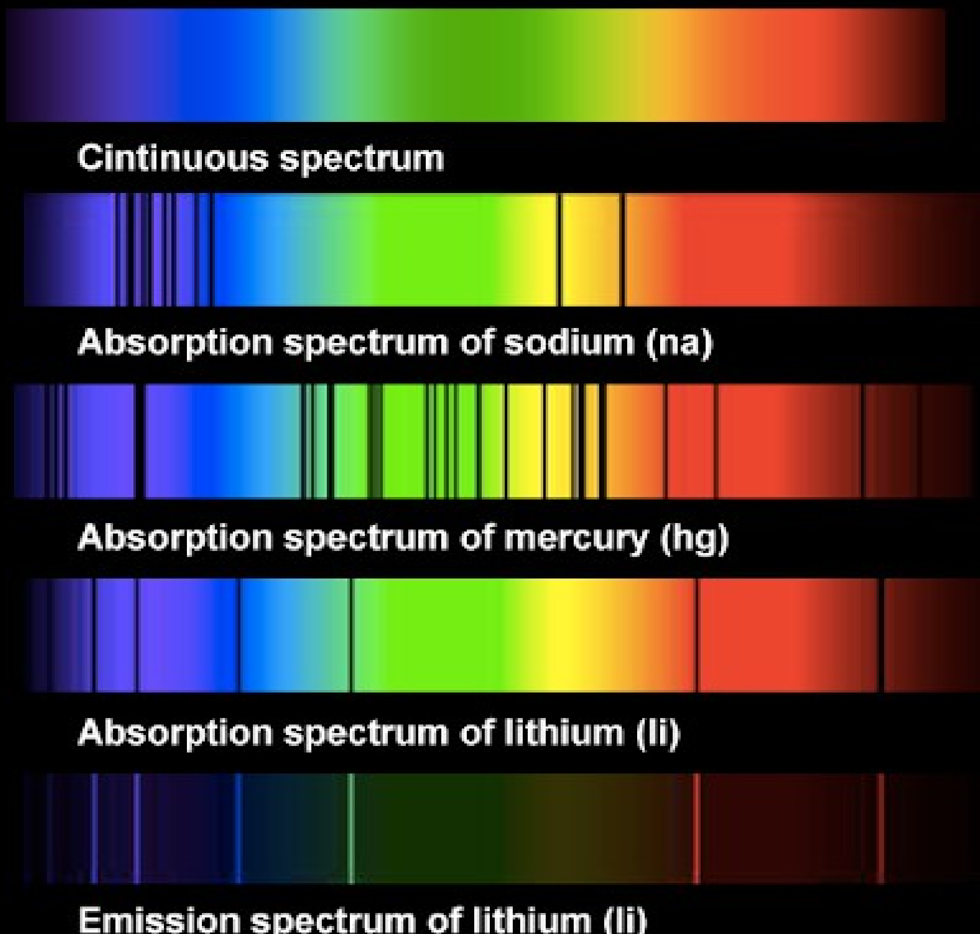
O espectro de um elemento é a assinatura de cada elemento, é como sua impressão digital.

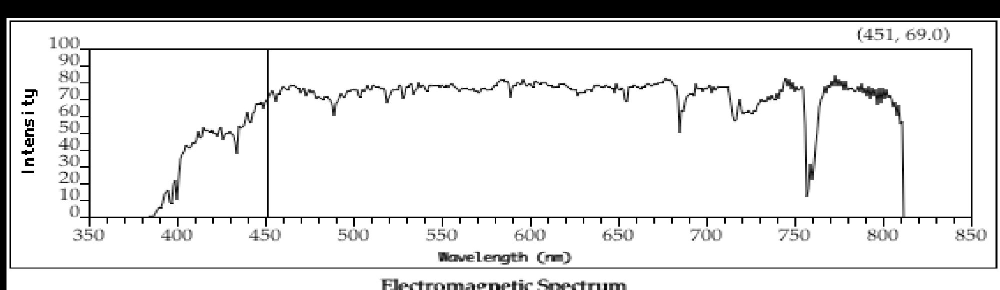
Linhas espectrais de uma dada estrela e a identificação dos elementos químicos

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

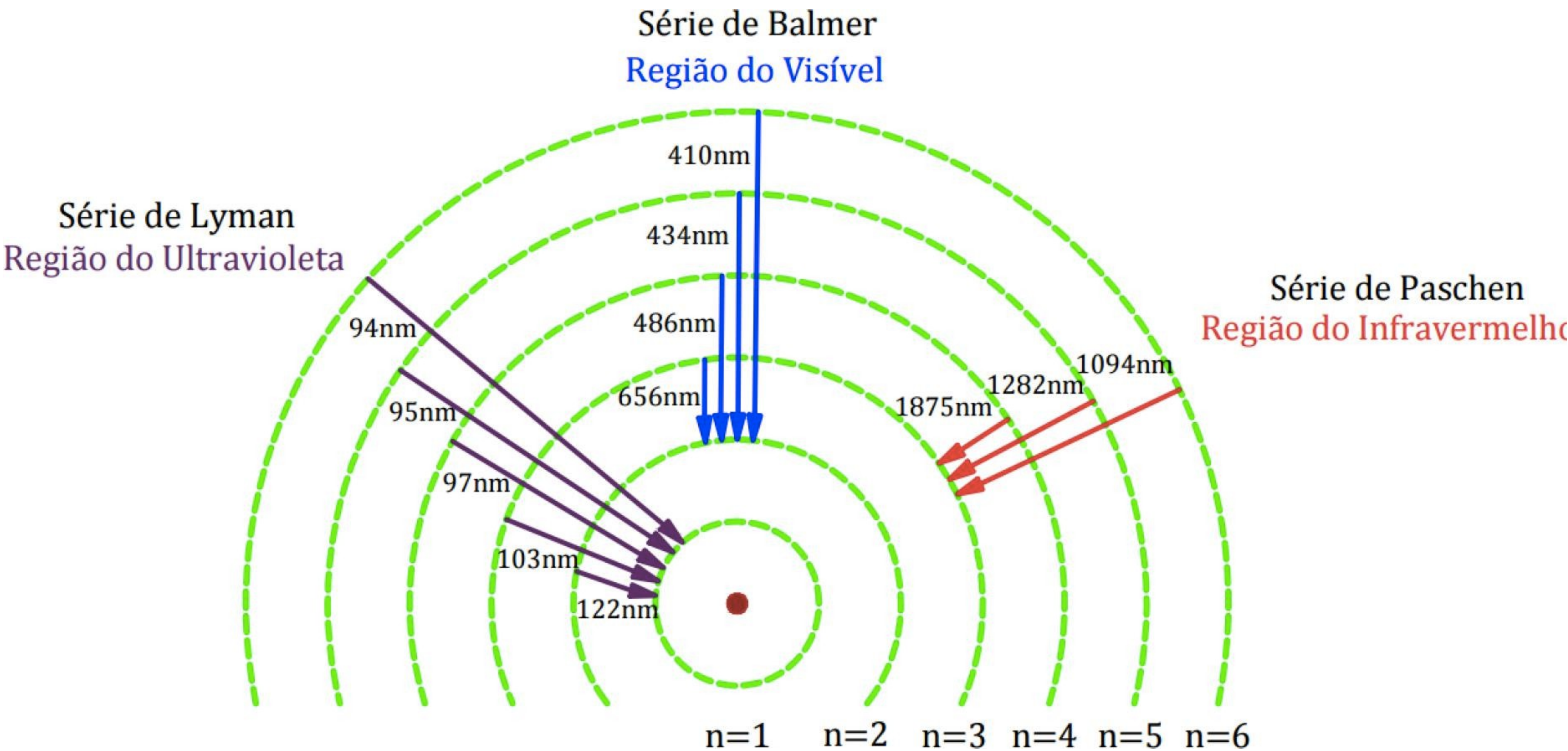


Espectro contínuo, identificação dos elementos químicos pelas raias de absorção e emissão





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


Série de Balmer
Região do Visível
410nm
434nm
486nm
656nm
Série de Lyman
Região do Ultravioleta
94nm
95nm
97nm
103nm
122nm
Série de Paschen
Região do Infravermelho
1094nm
1282nm
1875nm
n=1
n=2
n=3
n=4
n=5
n=6

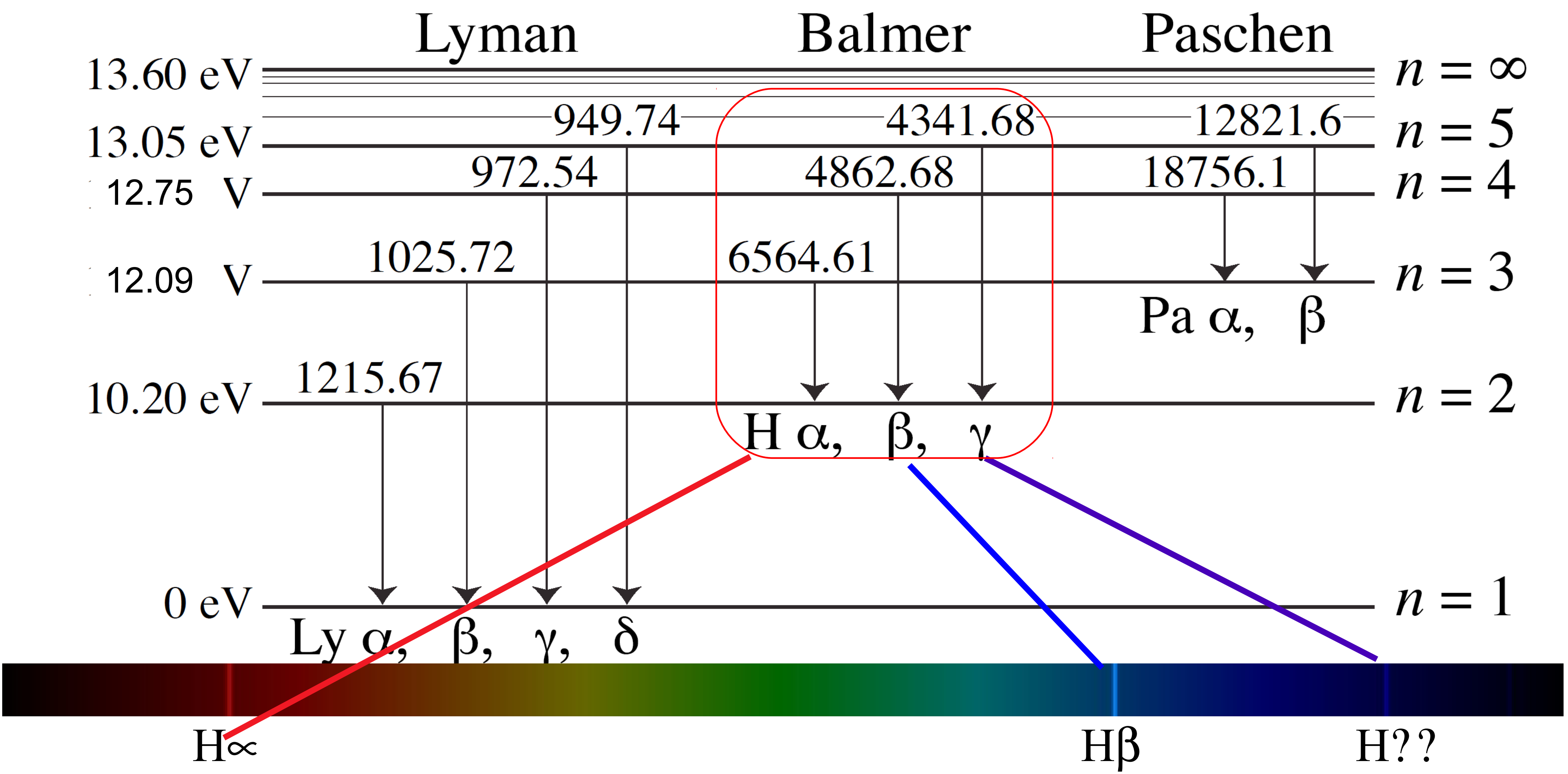
Linhas do Hidrogênio

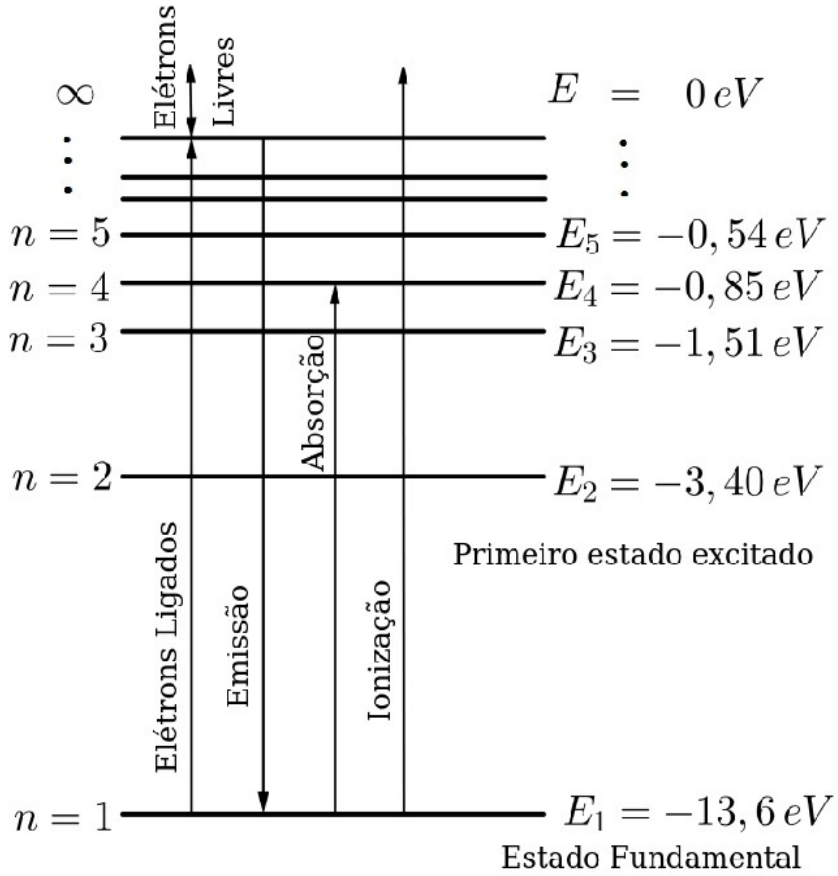
1885, Johann Balmer dá fórmula para uma série de linhas do Hidrogênio no **visível**.

1906, Theodore Lyman descobre a linha Lyα 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** = ∞, 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 E eV , como mostra o diagrama ao lado

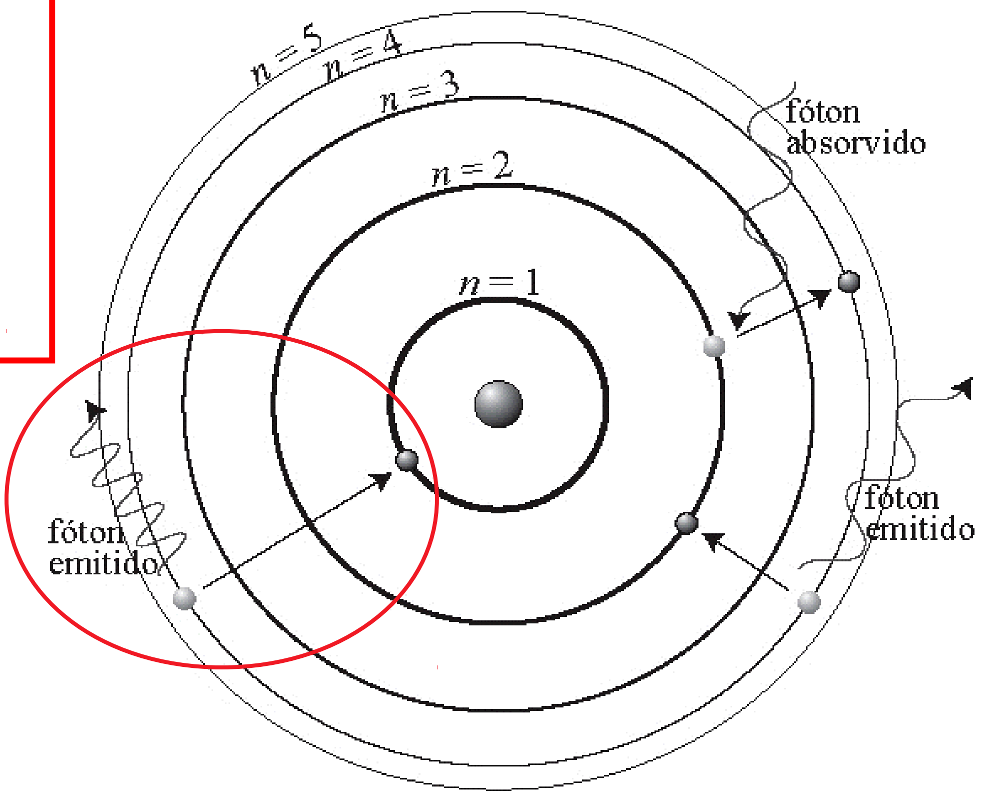
Formação de Linhas Espectrais

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

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

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 x 10^6 GHz
- Comprimento de onda 972,5 Å



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

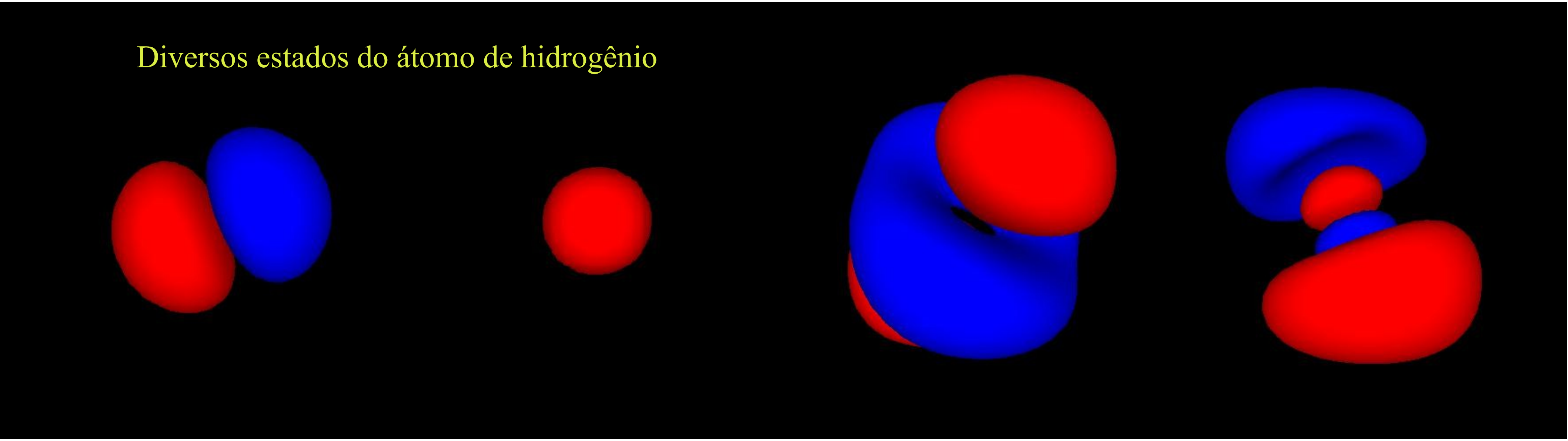
Linhas Espectrais
...a viabilização na identificação dos elementos químicos

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

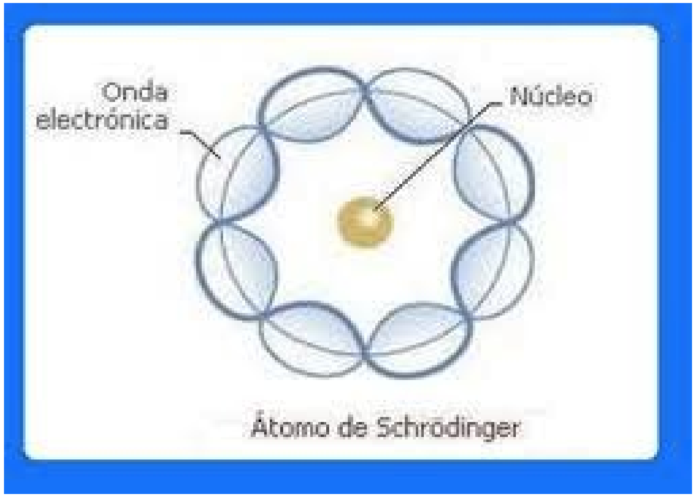
O modelo de Bohr é bom para o **Hidrogênio** e elementos com a mesma configuração eletrônica.

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".



Átomo de Schrodinger

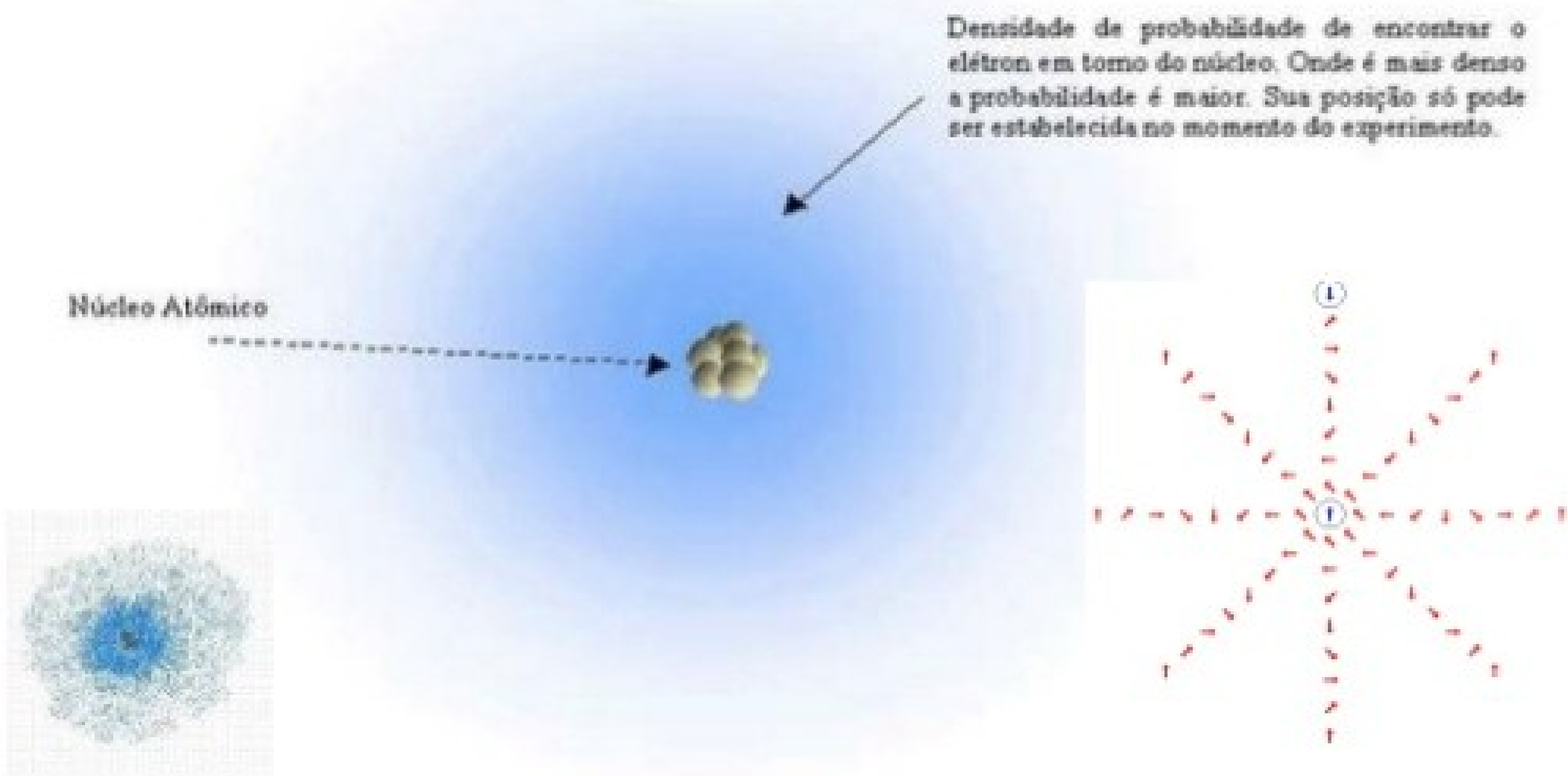


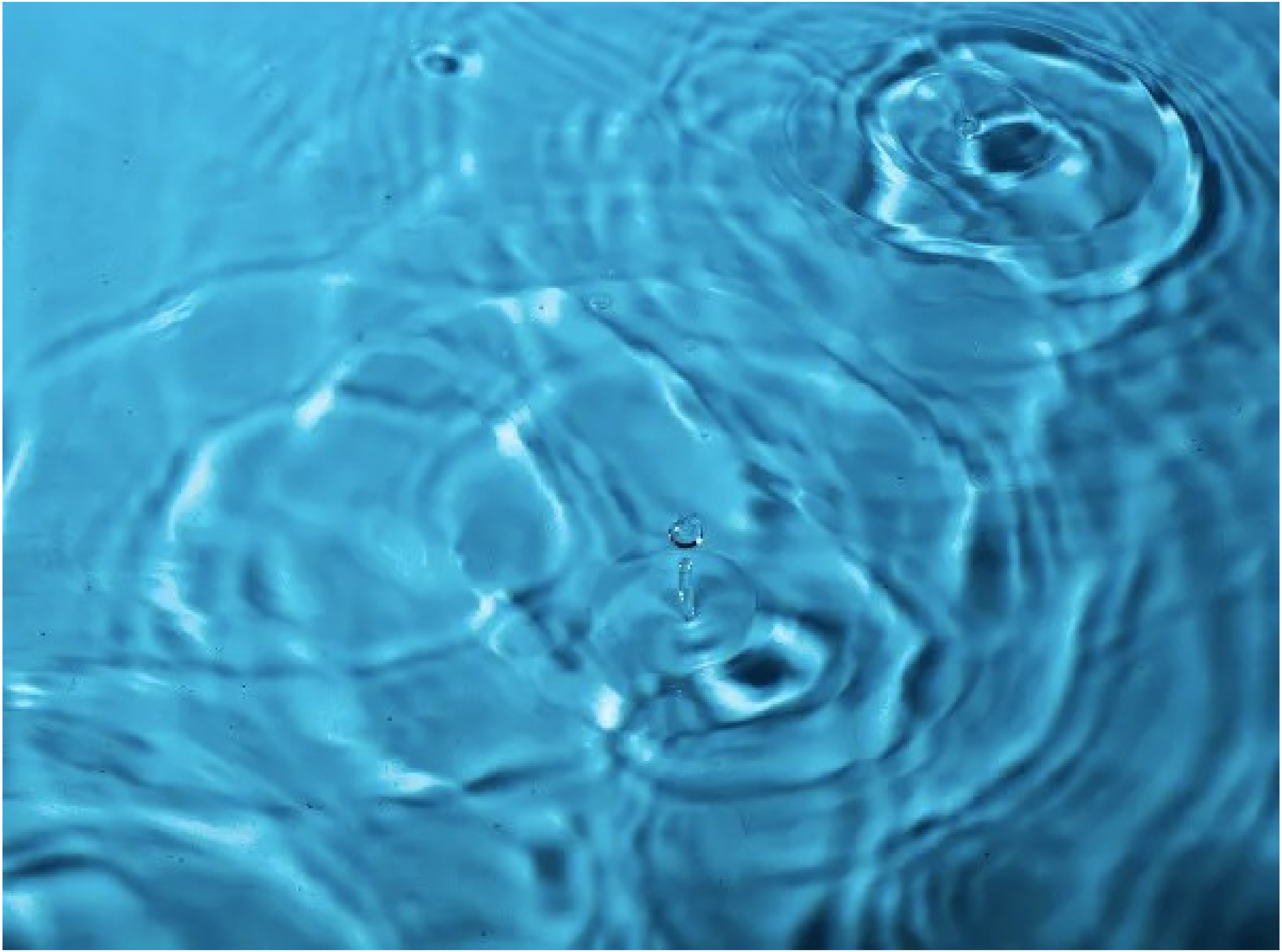
Em 1924, como resultado de sua tese de doutorado, **de Broglie** postula que partículas também se comportam como ondas. Relaciona o comprimento de onda (λ) com a quantidade de movimento (**p**) da partícula: $\mathbf{\lambda = h/p}$

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

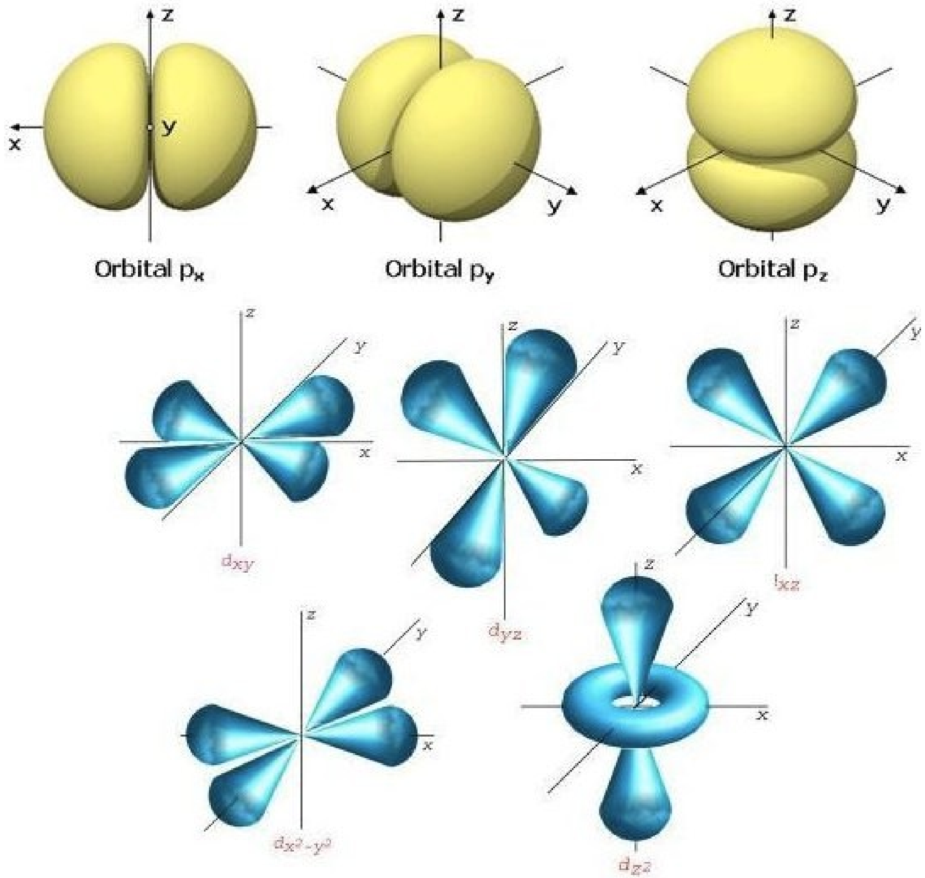
Cada onda é descrita por uma **equação matemática,** que permite calcular a **probabilidade** de encontrar o elétron em uma dada região do espaço.

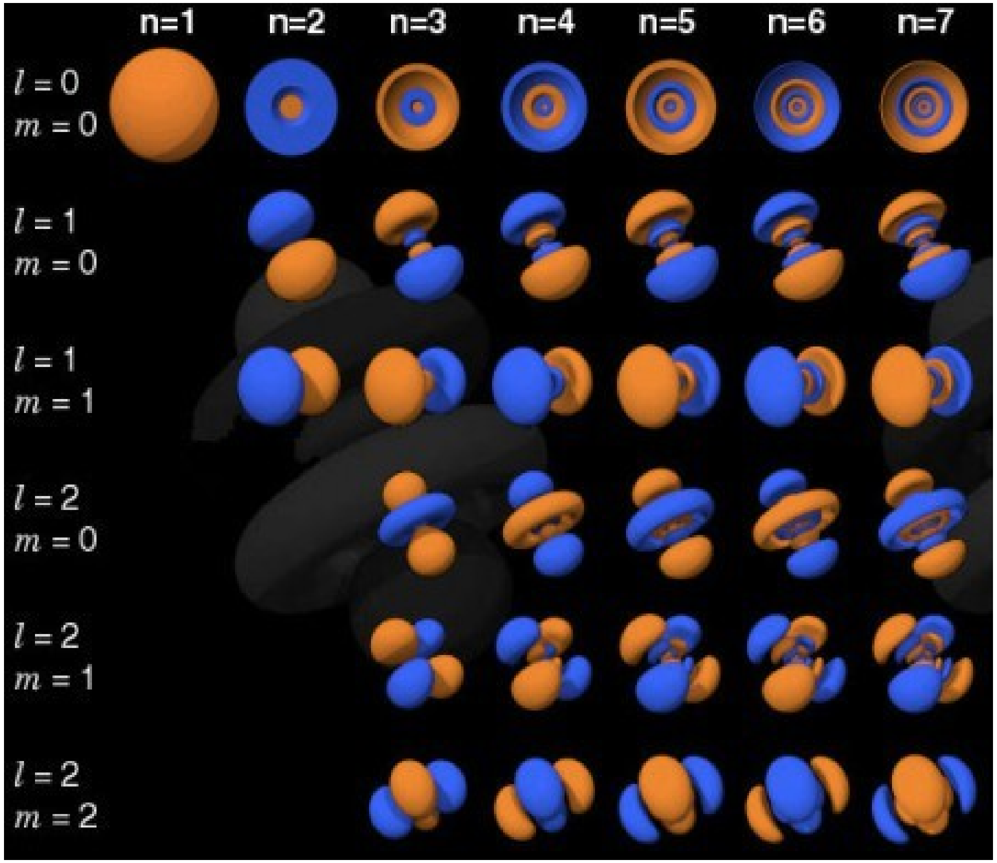
Modelo atômico de Schrödinger - A partir das equações de Schrödinger não é possível determinar a trajetória do elétron em torno do núcleo, mas, a uma dada energia do sistema, obtém-se a região mais provável de encontrá-lo.

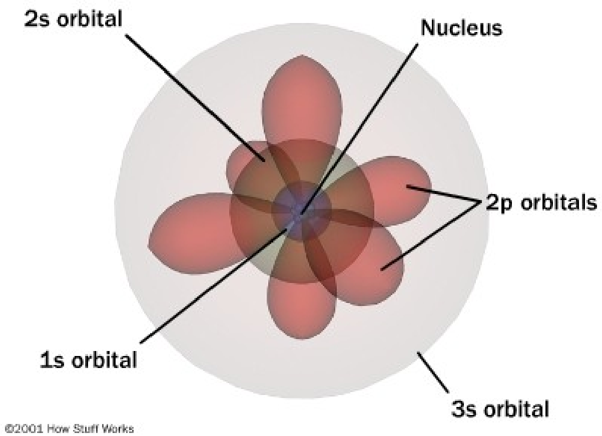




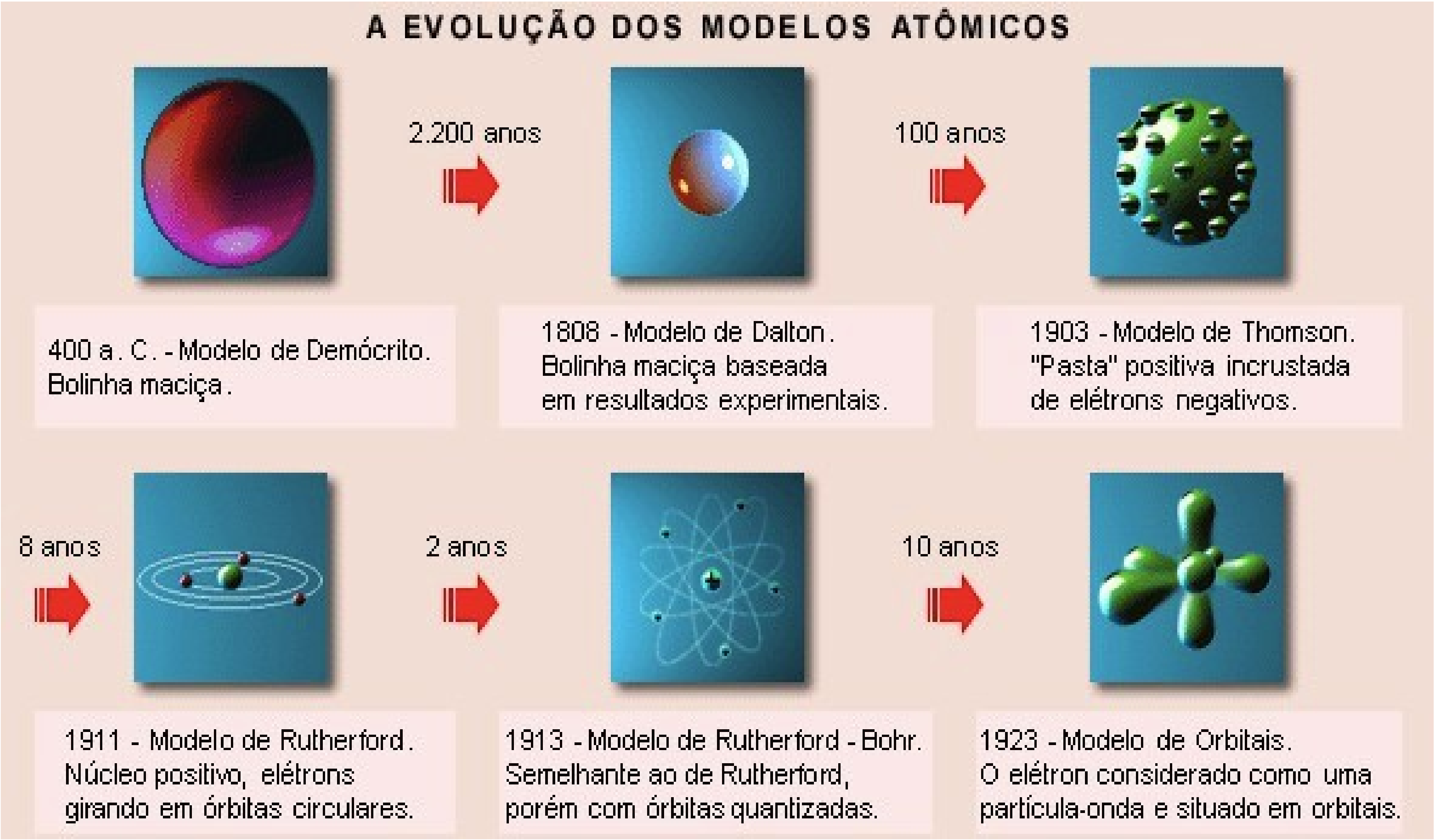
Orbitais Atômicos e Moleculares







[Evolução de Modelos de Atomos]



Como utilizar este conjunto de informações na 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.

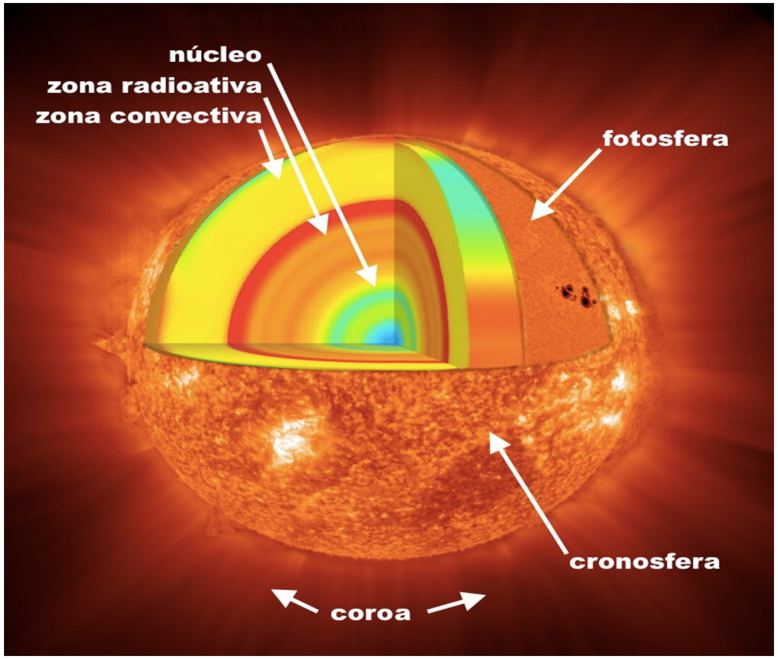
*estrelas **quentes** aparecem azuladas (T=10.000 - 50.000 K)

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

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

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

Joseph Stefan
(1835-1893)

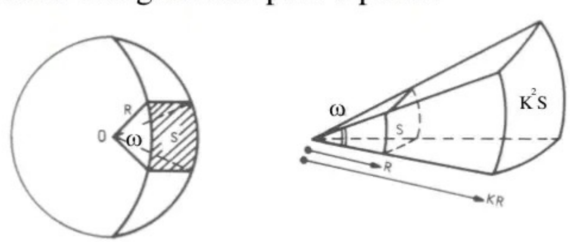
Em 1879 **Joseph Stefan, a partir de resultados experimentais,** descobre uma relação entre a **energia ou luminosidade** emitida por um Corpo Negro de **área A** e temperatura (**T**), em Kelvin, a seguinte relação,

$$\boxed{L = A\,\sigma T^{4}}$$

onde **σ** 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/m2) emitido por um corpo negro quando se considera todos os λ's e **ângulos sólidos (Fig.-1)**.

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

Fig-1



$$\boxed{\omega = \frac{S}{R^2}} \quad \text{(sr)}$$

Unidades: esteradiano (sr)

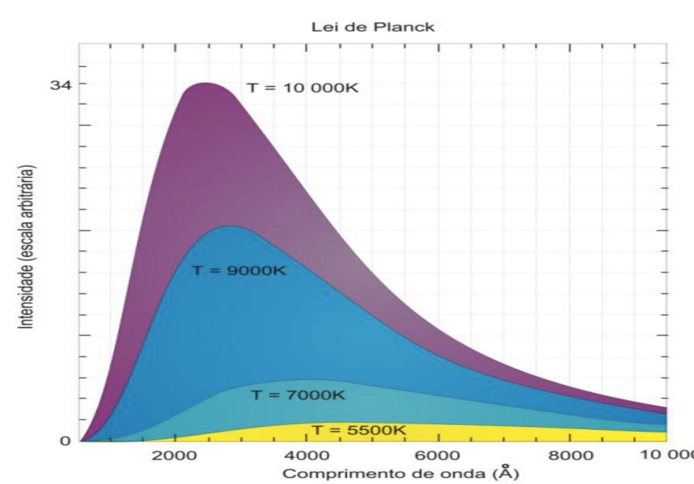


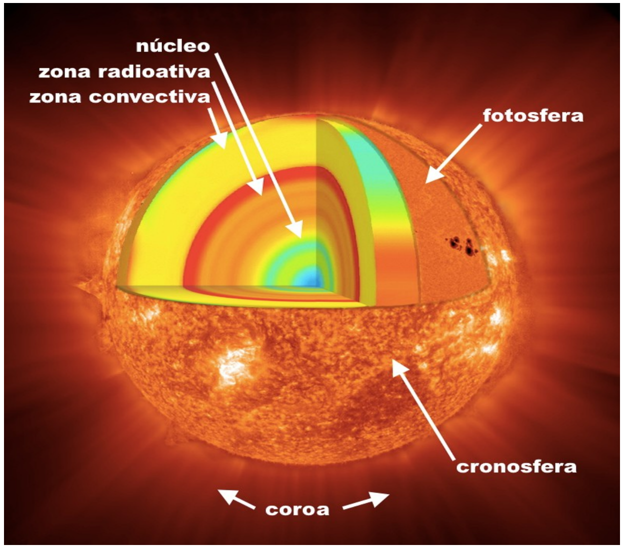
Fig-2

Em 1884, **Ludwig Boltzmann** usando **Leis da Termodinâmica e as Leis de Maxwell** para pressão de radiação, calcula o valor da constante **σ = 5.670 x 10^{-5} erg s^{-1} cm^{-2} 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: $\boxed{L = 4 \pi R^2 \sigma Te^4}$

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



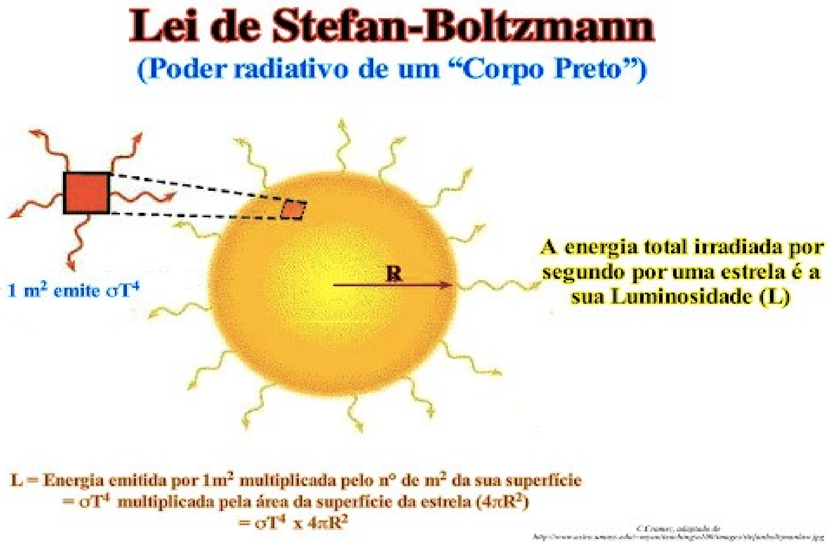
Emissão da Luz

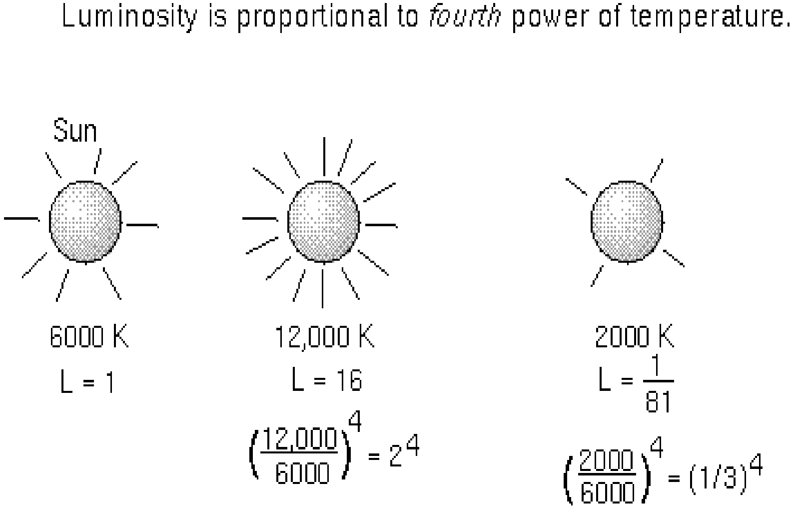
Lei de Stefan-Boltzmann

$$\boxed{L = 4\pi\sigma R^2 T^4}$$

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.**

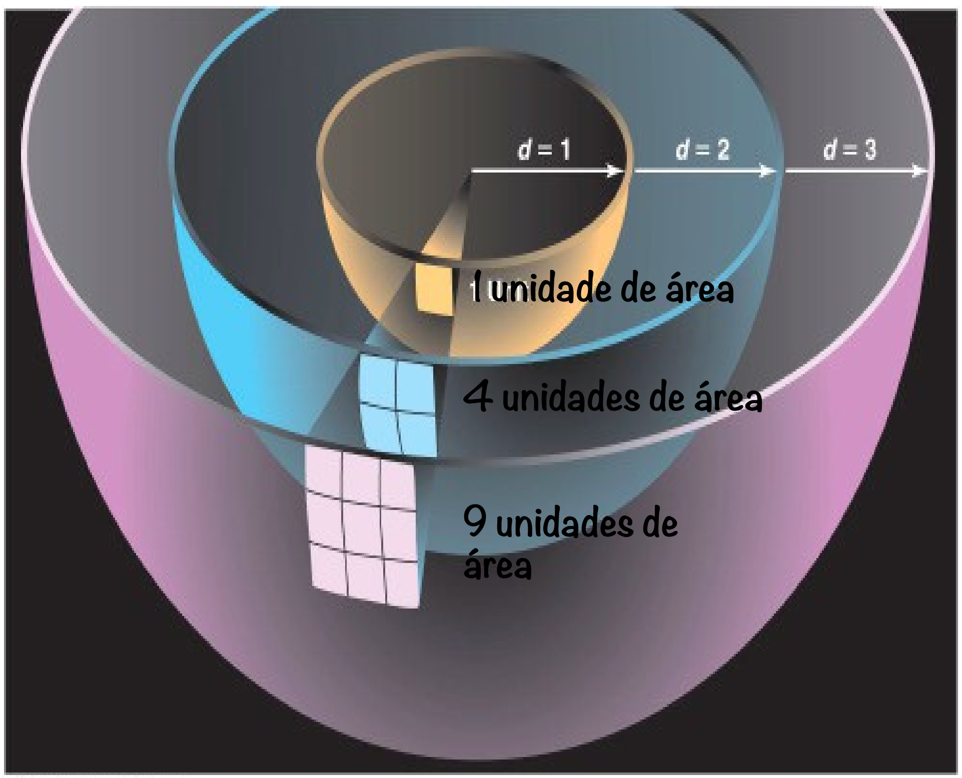
Na física, esta **grandeza** é definida como **luminosidade (L)** e é medida pela potência emitida em unidades de Watts, ou em relação a luminosidade solar – LΘ = $3{,}9 \times 10^{26}$ Watts (ergs x s^{-1}), conhecida como Lei de Stefan-Boltzmann





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 diluida.**

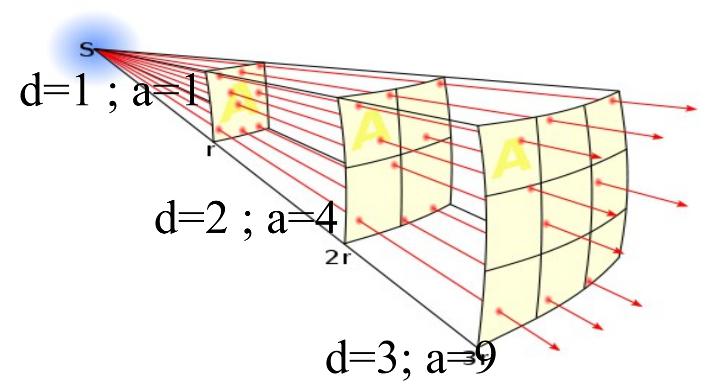


$$\boxed{L = 4\,\pi\, R^2 \sigma T_e^4}$$ **(ergs s⁻¹)**

esfera de raio R e área de superfície **A= 4 π R²**

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,

$$\boxed{F = \frac{L}{4\pi d^2}}$$ **(ergs s⁻¹ cm⁻²)**

Lei do Inverso do Quadrado da Distância,

Reparem que a Lei de Stefan também nos informa que

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

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

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

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

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

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:

$$\boxed{L = 4\,\pi\, R^2 \sigma Te^4} \quad \mathbf{(ergs\ s^{-1})}$$

Assim, a temperatura na fotosfera seria definida como a temperatura efetiva - **Te**

Em síntese...

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

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** – ($W / cm^2 = ergs \times s^{-1} \times cm^{-2}$)

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 x10^{26} Watt
- **brilho aparente** do Sol na Terra: 1373 Watt/metro^2.

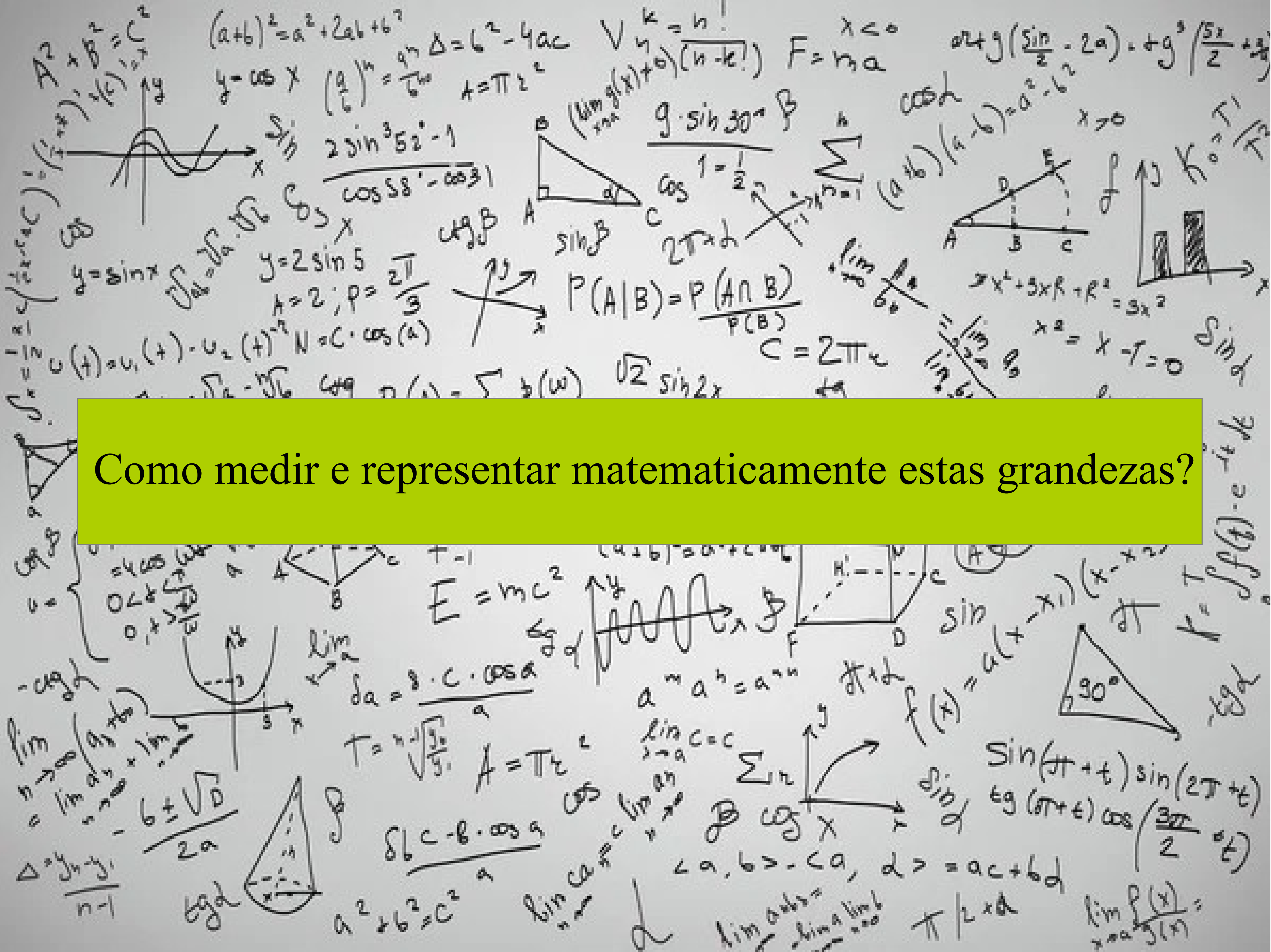
- **luminosidade** de Sirius (⋄CMa): 1,0 x10^{28} Watt (i.e., 26,1 x L_{solar} = Lo)
- **brilho aparente** de Sirius na Terra: 0,12 Watt/km^2

- lâmpada de **luminosidade** de 100 Watt
- **brilho aparente** a 2 metros de distância: 2 Watt/metro^2.

- **luminosidade** da galáxia de Andrômeda: 10^{37} Watt
- **brilho aparent**e de Andrômeda: 0,0014 Watt/km^2.

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

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



Como medir e representar matematicamente estas grandezas?

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

1ª magnitude = **m1 = 1**

2ª magnitude = m2 = ½ 1a magnitude = **(½).m1**

3ª magnitude = m3 = ½ 2a magnitude = ¼ 1ª magnitude = **(¼).m1**

4ª magnitude = m4 = ½ 3a magnitude = $1/2^3$ 1ª magnitude = **(1/8).m1**

5a magnitude =m5 = ½ 4a magnitude = $1/2^4$ 1a magnitude = **(1/16).m1**

6ª magnitude = m6 = ½ 5a magnitude = $1/2^5$ 1ª magnitude = **(1/32).m1**

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

Medidas quantitativas foram realizadas por Pogson no início do séc. XIX e indicaram que o olho humano não responde linearmente aos estímulos de brilho ou fluxo.

Equipamentos eletrônicos como os fotômetros ou detetores eletrônicos (CCD) acoplados a telescópios, passam a captar e medir a radiação com precisão, mostrando que **uma diferença de 1 magnitude corresponde a uma razão de brilho da ordem de 2.512***

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.

1ª magnitude = $m1 = 1$

2ª magnitude = $m2 = \frac{m1}{2.512}$

3ª magnitude = $m3 = \frac{m1}{(2.512)^2} = \frac{m1}{6.31}$

4ª magnitude = $m4 = \frac{m1}{(2.512)^3} = \frac{m1}{15.85}$

5ª magnitude = $m5 = \frac{m1}{(2.512)^4} = \frac{m1}{39.8}$

6ª magnitude = $m6 = \frac{m1}{(2.512)^5} = \frac{m1}{\mathbf{100}}$

Uma diferença de 5 magnitudes (m1–m6 =5) corresponde a um **fator 100 x em fluxo ou brilho * ver exercício monstrando isto....**

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

A magnitude expressa o brilho ou fluxo dos astros em uma escala logarítmica. Passa a ser **expressa por um número** em termos de um **"Sistema de Magnitudes"** baseado em observações fotométricas precisas, e segue a sensibilidade da visão humana.

Magnitude Aparente – (m)

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.

Expressão que correlaciona magnitude (m) com brilho (ou fluxo - F) é dada por:

$$\boxed{\mathbf{m_{vis} = a + b.logF_{vis,}}}$$

onde Fvis corresponde ao fluxo recebido pelo olho humano

Quando se compara o brilho de 2 estrelas temos: $m1=a+b.logF1$ e $m2=a+b.logF2$

A diferença entre a magnitude de 2 estrelas é proporcional ao logarítmo da razão de fluxos ...

$$\boxed{\mathbf{m2-m1 = b.log\ F2/F1}}$$

* Lembrando que **Δm = 6-1**, que **F2/F1 = 100** e que **b=-2,5** e substituindo na eq. acima, temos que a razão de fluxos é → **F2/F1 = 2,512** **(ver slide anterior)**

Ex: Uma estrela de magnitude 2 é 3 magnitudes **mais brilhante** que do que uma estrela de magnitude 5. Isto significa que ela é $(2{,}512)^3$ ...... ou da ordem de 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...

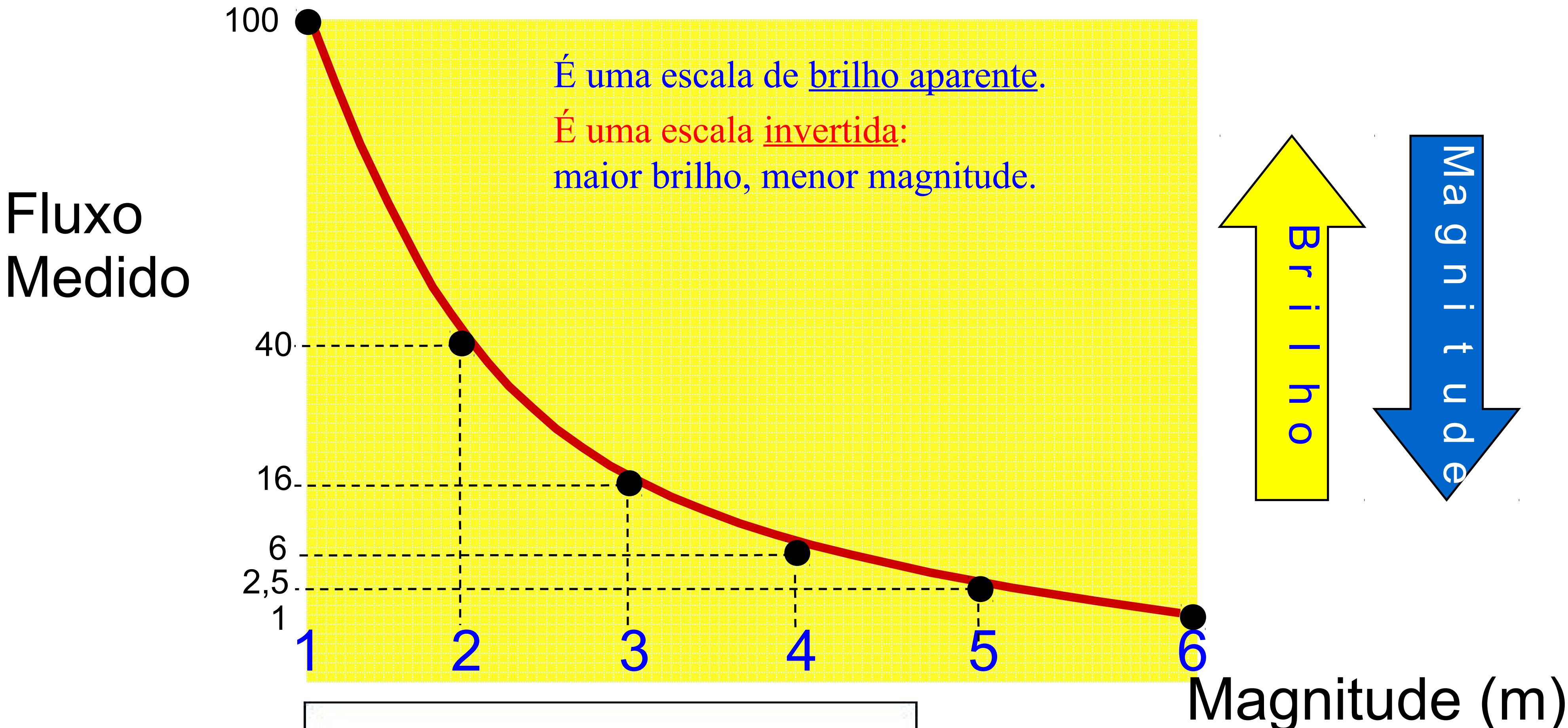
Por conveniência e no sentido de medir e comparar medidas fracionais, bem como representar graficamente amplitude de valores e intervalos destas grandezas, utiliza-se um **operador matemático que é o logarítmo.**

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 0,00000000000001 a 1

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 fotôtometro
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.

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,

$$\boxed{m1 - m6 = -2.5 \log (b1/b6)}$$

A magnitude é um número que expressa o brilho ou fluxo de um astro

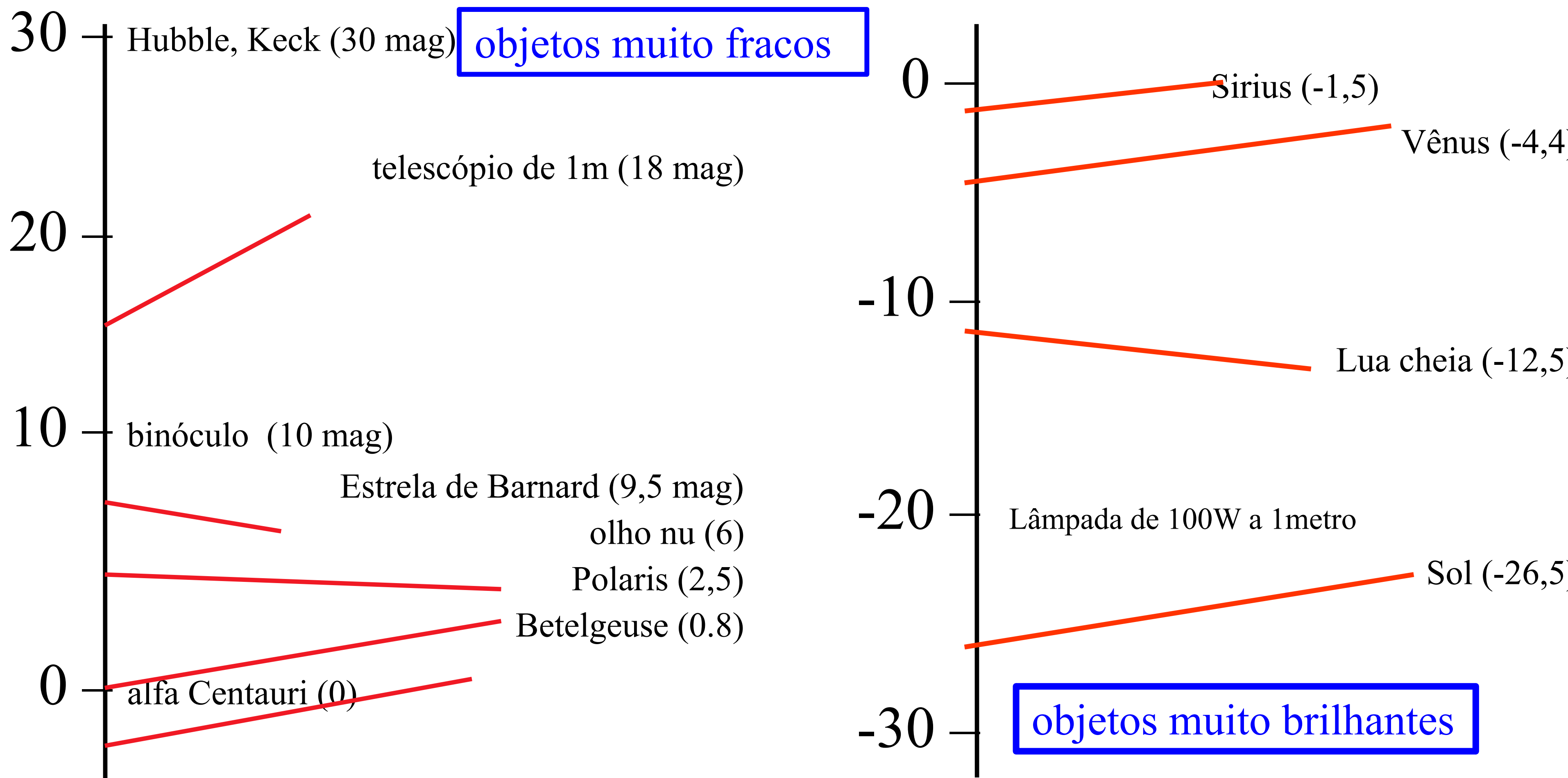
O brilho ou fluxo (F) é uma grandeza que **depende da distância.....** $F = \frac{L}{4\pi d^2}$

A luminosidade (L) ou potência **não depende da distância....,**

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

Para obter a luminosidade total emitida por um astro é necessário realizar observações sobre a **faixa inteira** de “comprimentos de onda - λ”

Limites Inferior e Superior de Magnitude Aparente - (m)

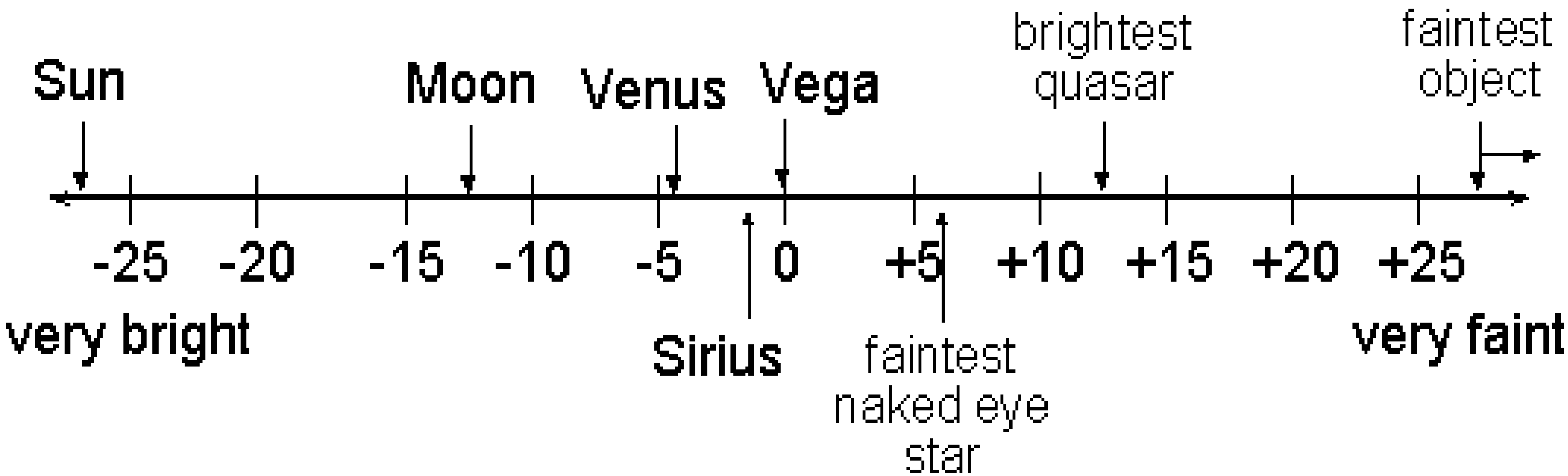


- Exemplos de magnitude: correspondem ao brilho (fluxo) que observamos.
  - Sol = –26,75 Lua cheia = –12 Vênus = –4,4
  - Vega (αLira) = 0 Sirius = –1,6 Plutão = +15
  - lâmpada de 100 W a 1 metro de distância = –21
  - limite do olho nu = +6
  - limite de um telescópio de 1 metro = +18;
  - limite do telescópio Hubble (2,5 m no espaço) e do Keck (10m) = +30.

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.

Lembrar que...

- O **fluxo** é a quantidade de energia recebida em telescópios e **depende da distância**. A medida do fluxo (ou brilho) pode ser realizada através de técnicas de fotometria.

- Para evitar o problema da dependência da distância, astronomos definiram **"brilho absoluto ou magnitude absoluta (M)"** , como sendo o fluxo que o objeto teria se fosse arbitrariamente e teoricamente colocado a uma distância padrão (veremos a seguir como foi feito isto...)

- O **brilho ou fluxo** dos astros é **expresso por um número** em termos de um **"Sistema de Magnitudes"**

- O Sistema de Magnitudes moderno é baseado em observações fotométricas precisas, e segue a sensibilidade da visão humana, que **é <u>logarítmica !</u>**

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.

Se: $10^{x} = y$ então: $x = \log y$

$10^{0} = 1$ por definição — $0 = \log 1$

$10^{1} = 10$ — $1 = \log 10$

$10^{2} = 10 \times 10 = 100$ — $2 = \log 100$

$10^{3} = 10 \times 10 \times 10 = 1000$ — $3 = \log 1000$

Propriedades

$$\log(a \cdot b) = \log \mathbf{a} + \log b$$

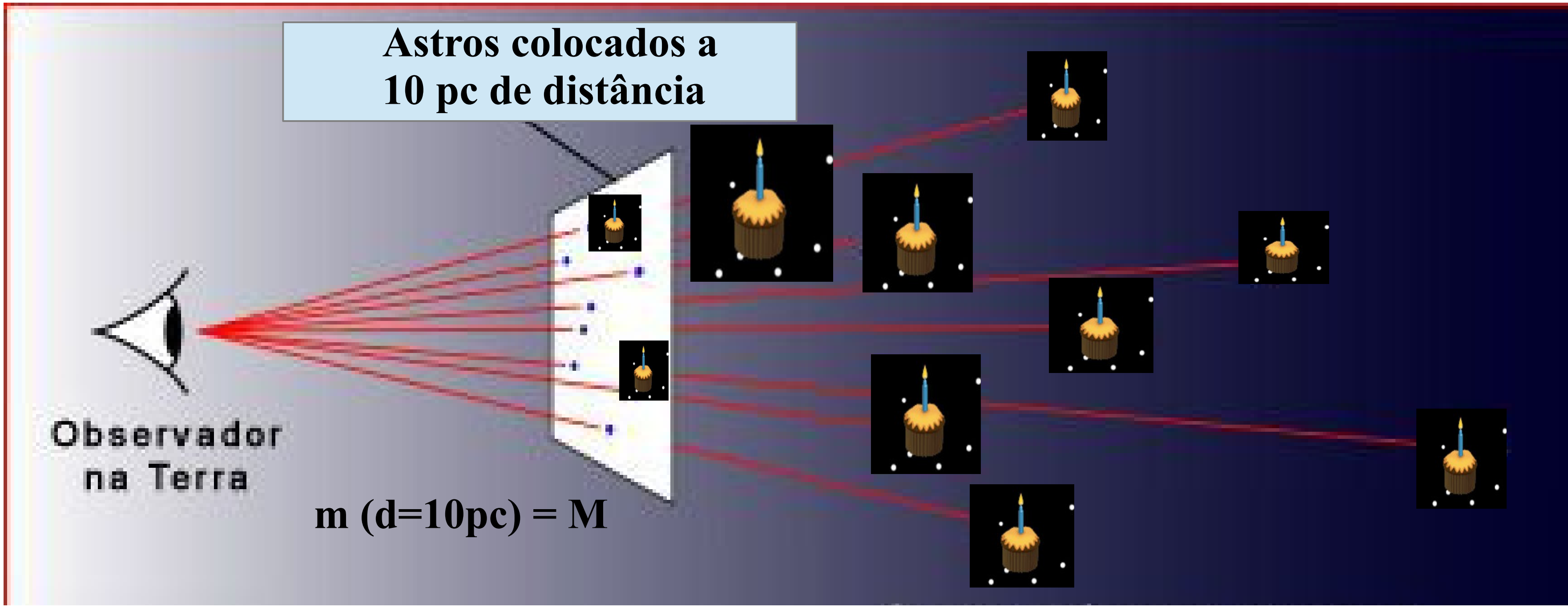
$$\log\left(\frac{a}{b}\right) = \log a - \log b$$

$$\log a^{n} = \mathbf{n} \cdot \log a$$

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)

brilho ↑ ↓ magnitude

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

medido

medido

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

substituindo

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

Para
d = 10 pc
m = M

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

<u>Modulo de Distância (m-M)</u>: $\boxed{\mathbf{m - M = 5\ log\ d\ (pc) - 5}}$ ou $\boxed{\mathbf{m - M = 5\ log\ (d/10\ pc)}}$

Se m-M = 0 → o objeto está a exatamente a 10 parsecs de distância.
Se m-M < 0 → o objeto está a menos de 10 pc de distancia e **m** é menor que **M (+ brilhante)**
Se m-M > 0 → o objeto está mais distante que 10 pc e sua **m** é maior do que **M (- brilhante)**