Astrofísica: A Luz

Luiz Viegas

Uma breve história do estudo da luz

Há muito tempo que o ser humano obseva e tenta descobrir algo sobre a luz e sua natureza. As primeiras ideias que explicam o "comportamento" da luz vêm da antiguidade, com o pensamento de que a luz são pequenas partículas em alta velocidade. Essa ideia foi defendida até o começo do século XVII, quando duas linhas de pensamento dividiram a ciência: a teoria corpuscular e a ondulatória. Por exemplo, Newton sustentava o modelo corpuscular da luz, enquanto Huygens, o ondulatório. Essa divisão continuou até que, no século XIX, por meio do "experimento da dupla fenda", realizado por Thomas Young, foi mostrado que a luz se comporta como uma onda.

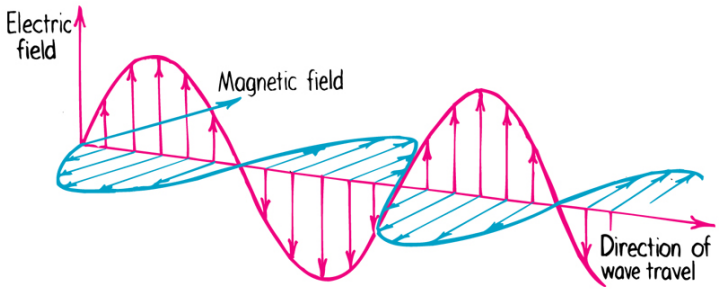
Já, no século XX, com trabalhos de Einstein e resultados experimentais, foi mostrado que a luz, em certas circunstâncias, não se comporta como uma onda, voltando com a teoria corpuscular. Com isso, foi determinado que a luz possui uma dualidade onda-partícula, sendo esse o modelo sustentado pela sociedade científica hoje.

A Luz como onda

Apesar de sabermos que a luz se comporta tanto como conjunto de partículas quanto como onda, dessa vez, focaremos o nosso estudo na luz como uma onda.

Radiação eletromagnética

A luz, como conhecemos, é um tipo de **radiação eletromagnética** que pode ser detectada pelo olho humano. Quando ocorre uma variação do campo magnético e no campo elétrico - variação essa gerada por uma carga oscilante -, é gerada, perpendicularmente ao eixos de campo elétrico e magnético, uma onda eletromagnética.



Copyright © 2006 Paul G. Hewitt, printed courtesy of Pearson Education Inc., publishing as Addison Wesley.

Características de uma onda

A partir do fato de que a luz se comporta como onda, é cabível e viável trabalhar com propriedades de ondas para estudá-la. Para tal, é bom estabelecer algumas definições básicas de ondas:

Comprimento de onda (λ): medido como a distância entre dois vales ou duas cristas, isso é, a distância entre um ponto da onda antes de depois de uma oscilação completa. É representado pela letra grega λ (lambda) e medido em metros no SI;

Período (T): é entendido como o tempo necessário para uma oscilação completa da onda. É medido em segundos no SI;
Frequência (f): é entendida como a quantidade de oscilações completas em um determinado período de tempo, ou seja, o inverso do período. É medida em Hz (s^{-1}) no SI;
Amplitude (A): é entendida como a altura medida entre a crista e o ponto de equilíbrio da onda.

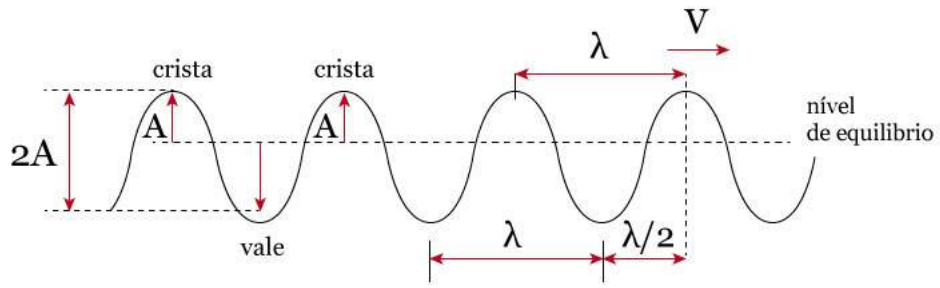


Figure 1: Propagação de uma onda com velocidade v

É interessante, também, destacar algumas relações entre essas propriedades:
Velocidade da onda (Equação fundamental da ondulatória):

$$v = \lambda \cdot f \tag{1}$$

Período e frequência:

$$f = \frac{1}{T} \tag{2}$$

Menor energia de uma onda eletromagnética:

$$E = h \cdot f = \frac{c \cdot h}{\lambda} \tag{3}$$

Sendo c a velocidade da luz no vácuo (aproximadamente $3 \cdot 10^8 m/s$) e h a constante de Planck (aproximadamente $6,63 \cdot 10^{-34} J \cdot s$)

Como também é uma onda, acontece com a luz todas os outros principais fenômenos ondulatórios: reflexão, refração, difração, interferência, efeito doppler (que falaremos melhor mais para frente), etc.

Velocidade da Luz

Uma característica interessante das ondas eletromagnéticas é que, no vácuo, todas se propagam com uma velocidade constante, $c = 2,99792458 \cdot 10^8 \frac{m}{s}$.
Pelas equações de Maxwell, a velocidade de uma onda eletromagnética no vácuo com contantes de permissividade e permeabilidade sendo, respectivamente, ε_0 e μ_0 pode ser expressa da seguinte maneira:

$$c = \frac{1}{\sqrt{\varepsilon_0 \cdot \mu_0}} \tag{4}$$

Espectro eletromagnético

Uma vez que a classificação de uma onda eletromagnética é deveras inespecífica, isso é, por existir diversos tipos de *radiação eletromagnética*, é definida uma coisa chamada de **Espectro Eletromagnético**, que é o intervalo de frequências das radiações eletromagnéticas. Esse espectro abrange desde ondas de rádio, até radiação gama (γ).

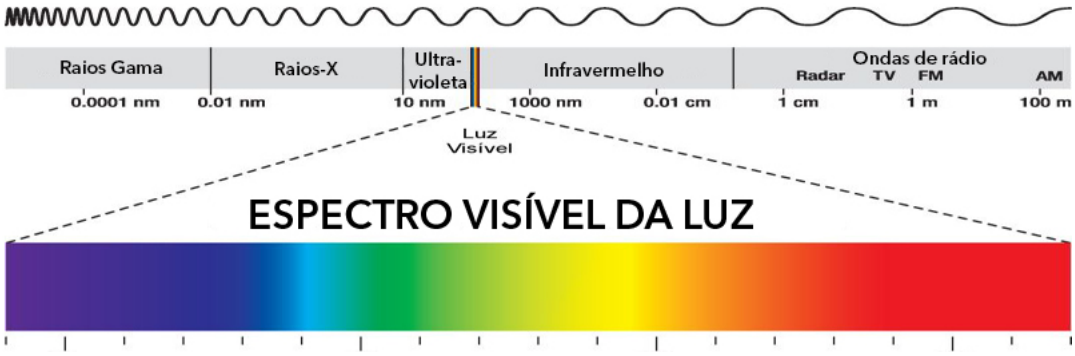


Figure 2: Espectro eletromagnético

Analisando a equação fundamental da ondulátoria (1), acha-se que, ao observar o espectro, a diminuição do comprimento de onda (direita para esquerda) é acompanhada pelo crescimento da energia e da frequência da onda.
(Nota: $1nm = 10^{-9}m$)

Leis de Kirchhoff

Primeira Lei:
Um corpo, não rarefeito, emite um **espectro contínuo**, ou seja, uma completa série do espectro visível sem quaisquer linhas, (sendo elas nem de emissão nem de absorção.)
Segunda Lei:
Um gás rarefeito (pouco denso; transparente) emite um **espectro de emissão**, ou seja, uma série de linhas espectrais brilhantes. Cada gás, dependendo de sua composição química, emitirá um espectro diferente, isso é, emitirá linhas diferentes em locais diferentes.
Terceira Lei:
Um corpo, emitindo um espectro contínuo (pela primeira lei), ao ter sua luz atravessada por um gás frio, "passará a ter" um **espectro de absorção** isso é, uma série de linhas espectrais de absorção (escuras) no espectro contínuo. Dependendo da composição química do corpo, essas linhas de absorção estarão em locares (comprimentos de onda) diferentes
É importante destacar o fato de que as linhas de absorção e emissão de um determinado gás se encontram nas mesmas posições.

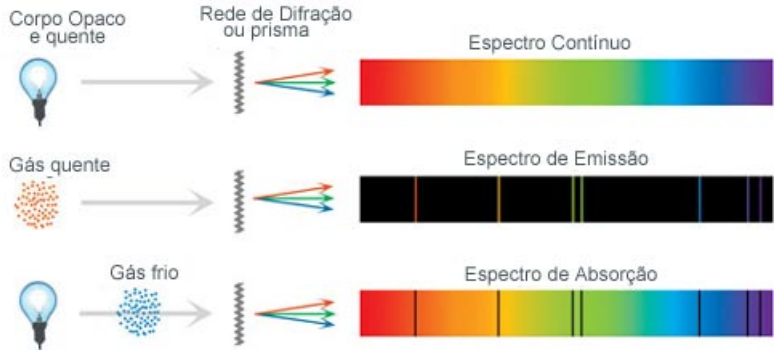


Figure 3: Esquema visual das Leis de Kirchhoff

Espectros de absorção e emissão

Para entender o motivo da existência de linhas espectrais, é necessário lembrar-se da configuração eletrônica em um átomo, ou seja, saber como funciona a disposição dos elétrons em seus determinados níveis energéticos.

Segundo a teoria atômica de *Niels Bohr*, cada órbita eletrônica é quantizada, isso é, cada órbita possui um certo nível de energia. Ao dar energia a esse átomo, é possível que - se a quantidade de energia dada for suficiente - o elétron entre em um estado **excitado** de energia, isso é, ele conseguiu energia suficiente para "saltar" a um camada mais energética. Nesse processo, absorvendo energia, o átomo produz uma linha de absorção em seu espectro. Quando o elétron volta ao seu estado **fundamental**, emitindo energia e indo a uma camada menos energética, ele produz uma linha de emissão.

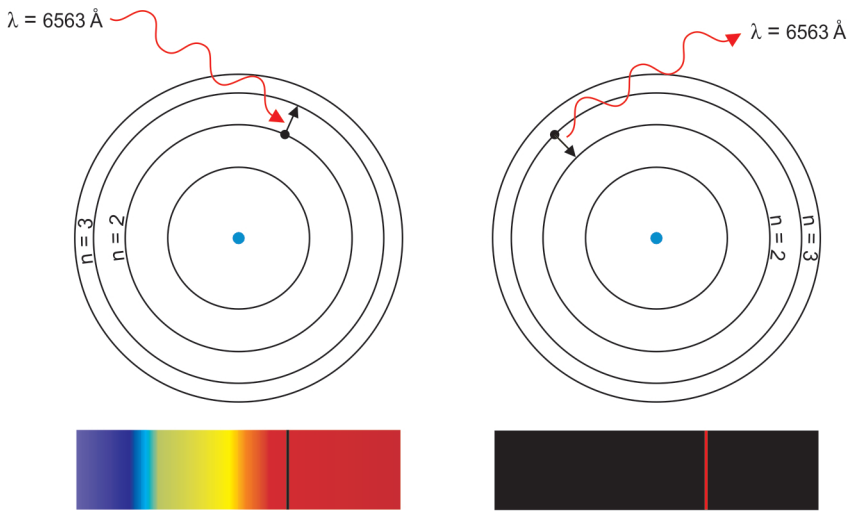


Figure 4:

O átomo de Hidrogênio

Analisando o modelo de Bohr para o átomo de hidrogênio - pode-se usar a imagem 4 de referência - o cientista sueco Johannes Rydberg deduziu a seguinte relação para o comprimento de onda da radiação eletromagnética emitida pela transição eletrônica

$$\frac{1}{\lambda} = R_H(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{n_0^2}) \tag{5}$$

Sendo R_H, constante de Rydberg para o hidrogênio, aproximadamente $1.097 \cdot 10^7 m^{-1}$.
Com isso, Rydberg deduziu que o comprimento de onda λ emitido pela volta ao

estado fundamental do elétron do hidrogênio depende das camadas energéticas em que ele se encontra/encontrava (determinadas como n e n_0, respectivamente). Como, a partir dessa relação, o comprimento de onda emitido é conhecido, é possível determinar em qual região do espectro eletromagnético essa radiação se encontra (conhecendo a região do espectro eletromagnético, é possível até determinar a composição química da estrela). Encontrando linhas para diversos níveis energéticos, foram criadas, principalmente, 6 séries de linhas; sendo elas: Série de Lyman, **Série de Balmer**, Série de Paschen, Série de Brackett, Série de Pfund, Série de Humphreys. Apesar disso, focaremos apenas na Série de balmer, pois suas principais linhas se encontram na parte visível do espectro. A série de balmer se baseia na transição do elétron de níveis energéticos $n \geq 3$ para n=2.
Em 1885, Johann Balmer deduziu, experimentalmente, a seguinte fórmula para o comprimento de onda λ emitido por uma transição eletrônica de níveis energéticos mais altos para o nível de número 2 (fórmula essa que serviu de base que Rydberg deduzisse a equação 5).

$$\lambda = B(\frac{n^2}{n^2 - 2^2}) \tag{6}$$

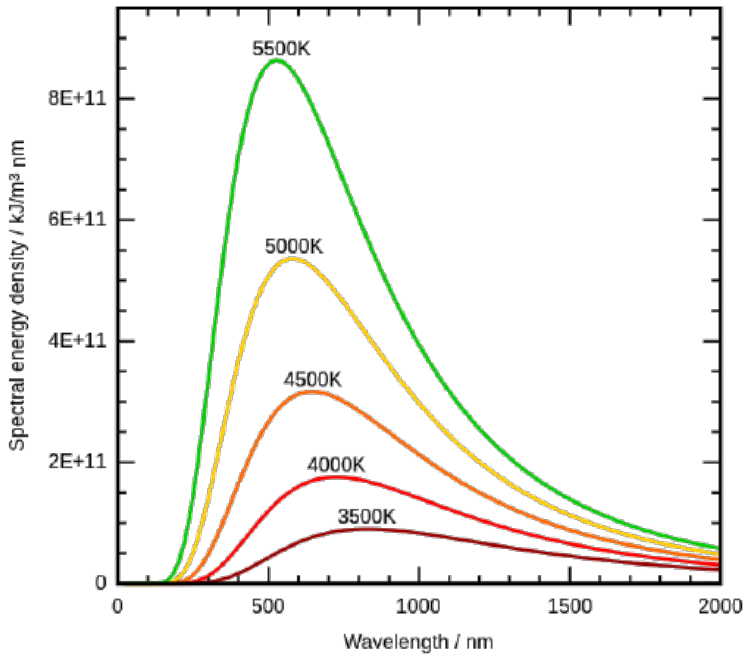
Sendo B, a contanste de Balmer, igual a $\frac{4}{R}$.
Substituindo n por níveis energéticos do hidrogênio, encontrou o comprimento de onda de quatro das principais linhas da série de Balmer, as linhas $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$.

Nome	n	n_0	comprimento de onda	cor
$H\alpha$	2	3	656,28 nm	Vermelho
$H\beta$	2	4	486,13 nm	entre verde e azul
$H\gamma$	2	5	434,05 nm	azul
$H\delta$	2	6	410,17 nm	Violeta

Figure 5: Espectro de emissão do hidrogênio com as linhas da série de Balmer (diminui o comprimento de onda no sentido direta-esquerda)

Radiação de corpo negro

Antes de tudo, para entender a radiação de corpo negro, é necessário definir o que é um corpo negro. Um corpo negro é todo corpo (ou meio) que absorve toda radiação que incide sobre ele, sem refletir ou transmitir nenhuma parcela dela. Como não reflete a luz, esse corpo não seria visível, por isso o nome "negro". Como qualquer corpo com temperatura a cima de 0K, o corpo negro emite radiação, porém com um espectro contínuo.
A intensidade da radiação emitida pode ser mostrada pelas seguintes curvas;



Analisando as curvas, é possível perceber que, com o aumento da temperatura, tem-se um aumento na amplitude da curva. Da mesma forma, é possível perceber, também, que os picos de intensidade da radiação estão "deslocados" no sentido do menor comprimento de onda ("wavelength" no gráfico). Essas comportamentos podem ser explicados por duas leis: Lei de Stefan-Boltzmann e Lei de wien.

Lei de Wien

Por volta de 1893, o cientista alemão Wilhem Wien mostrou que, para um corpo de temperatura T, emitindo radiação com frequência máxima igual a ν, é válida a relação

$$\nu_{max} \propto T \tag{7}$$

Sendo a constante de proporcionalidade aproximadamente igual a $5,879 \cdot 10^{10} Hz/K$
Outra forma de escrever a Lei de Wien, mais comum, é em função do comprimento de onda máximo é a seguinte

$$\lambda_{max} \cdot T = b \tag{8}$$

Sendo b , a constante de Wien, aproximadamente igual a $2,898 \cdot 10^{-3} m \cdot K$
Com isso, é possível perceber que, quanto mais quente é o corpo, menor será o seu comprimento de onda máximo. É possível usar de exemplo o próprio ser humano, que não possui uma temperatura muito alta, então o comprimento de onda máximo se localiza no infravermelho, nas ondas de rádio, mais exatamente. Sistemas mais quentes, como as estrelas, emitem com o seu comprimento de onda no visível, como o sol, por exemplo.
Uma curiosidade é que, se for aplicar a lei de wien para o sol, o resultado é que o comprimento de onda máximo se localiza na cor verde, não na cor amarela, como é mais comum de se pensar. A grande questão aqui é que o sol pode ter o seu pico de emissão na região verde do espectro, porém ele ainda emite todas as outras cores. Para os nossos olhos, enxergar todas essas cores faz com que achemos que o sol é uma junção delas, o branco.

Lei de Stefan-Boltzmann

Antes de ir diretamente à lei em si, é necessário entender o que é o fluxo. Na física, fluxo é a grandeza que representa a potência por unidade de área.

$$F = \frac{dE}{A \cdot dt} = \frac{P}{A} \tag{9}$$

[F]=$\frac{J}{m^2 \cdot s} = \frac{W}{m^2}$

A lei de Stefan–Boltzmann diz que Fluxo, F, de toda a energia emitida pelo corpo

negro é proporcional à quarta potência de sua temperatura, T, absoluta. Com isso, é possível equacionar a lei da seguinte maneira

$$F = \sigma \cdot T \tag{10}$$

Sendo σ a constante de Stefan-Boltzmann, valendo aproximadamente $5,67 \cdot 10^{-8} \frac{W}{m^2 \cdot K^4}$

Aplicação com estrelas

É possível, com certas aproximações, dizer que a emissão energética de estrelas ter a foma de radiação de corpo negro, então é interessante estabelecer uma relação entre a luminosidade da estrela com sua temperatura; para isso, a lei de Stefan-Boltzmann será usada.
Para uma estrela de raio R, com a energia total emitida sendo E e temperatura efetiva igual a T, sua luminosidade pode ser definida da mesma forma que sua "potência", $P = \frac{E}{dt} = L$. Com isso, é possível dizer que seu fluxo será igual a $\frac{L}{A}$, sendo A sua área superficial.
Como a área superficial de uma esfera de raio R é determinada como $A = 4\pi \cdot R^2$, podemos dizer que o fluxo luminoso na superfície dessa estrela será igual a

$$F = \frac{L}{4\pi \cdot R^2} \tag{11}$$

Aplicando a Lei de Stefan-Boltzmann para essa estrela, achamos que sua luminosidade pode ser escrita como

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

(12)É importante notar que a temperatura determinada acima é a **Temperatura efetiva** da estrela, isso é, a temperatura de um corpo negro que irradia com o mesmo fluxo da estrela

Albedo

Quando se fala de corpos recebendo radiação (caso, por exemplo, da Terra sendo iluminada pelo Sol), é cabível o uso de um conceito chamado **Albedo**. O Albedo é nada mais que a taxa de energia refletida, isso é, a razão entre a radiação refletida e a recebida; podendo variar entre valores de 1 e 0, sendo 1 para corpos perfeitamente refletores (pode-se considerar, em aproximação, um espelho) e 0 para corpos perfeitamente pretos (Corpos negros). Em aspectos de

aplicação do albedo na astronomia, pode-se destacar a possibilidade de descobrir a temperatura que um corpo irradiado terá (em equilíbrio). Basicamente, para fazer isso, basta utilizar a Lei de Stefan-Boltzmann juntamente a algumas manipulações com o conceito de Fluxo energético. Para isso, faremos uso de exemplo o sistema composto por um planeta e uma estrela

Primeiro, para entender como essa situação vai funcionar. A principal pergunta que é interessante de ser feita é “de onde o planeta vai receber energia para sua temepratura??”. Claro, da estrela central. Ou seja, pode-se escrever da seguinte forma:

$$Fluxo_{Estrela} = \frac{Energia_{Recebida}}{Area} \tag{13}$$

Entretanto, o planeta não possui um albedo igual a 0, ou seja, ele "deixa escapar" uma parcela da energia que recebe da estrela, então pode-se corrigir a expressão a cima da seguinte forma:

$$Fluxo_{Estrela} \cdot (1 - Albedo) = \frac{Energia_{Recebida}}{Area} \tag{14}$$

O fator (1-Albedo) se deve ao fato de que, para saber o fluxo que será "útil" para o planeta, deve-se achar apenas a parecela absorvida. Aqui, aproximando o planeta para as condições de uso da Lei de Stefan-Boltzmann e desenvolvendo os fatores dessa exressão, obtem-se a seguinte equação:

$$\frac{L_{Estrela}}{4\pi d^2} \cdot \pi R^2 \cdot (1 - \alpha) = 4\pi \cdot R^2 \cdot \sigma \cdot T^4 \varepsilon \tag{15}$$

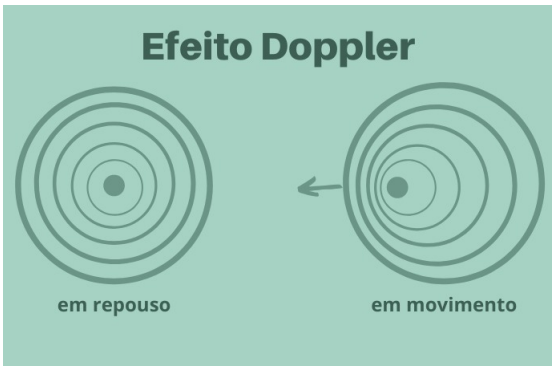
Sendo aqui, L = Luminosidade da estrela; d = distância entre o planeta e a estrela; α = Albedo; R = raio do planeta; T = temeratura do planeta; ε = emissividade, que vale 1 para corpo negro. Analisando essa equação, então, acha-se que a temperatura valerá:

$$T = \sqrt[4]{\frac{L \cdot (1 - \alpha)}{16\pi d^2 \sigma}} \tag{16}$$

Efeito Doppler

Como a luz ainda é um onda, acontece com ela fenômenos naturais de ondas, como o efeito doppler, por exemplo. Alguma vez você estava na rua e, quando uma moto te passou rapidamente, percebeu que o som tinha uma "variação", isso é, ficava mais grave ou mais agudo quanto mais a moto se aproximava? Bem, você

acabou de presenciar um efeito doppler, então. O efeito doppler é justamente essa mudança na frequência percebida pelo observador por causa de um movimento relativo entre ele e a fonte. É possível observar, na figura abaixo, por exemplo, que ocorre uma mudança do comprimento de onda percebido pelo observador, fazendo com que a frequência percebida seja diferente, uma vez que - como o meio é o mesmo - a velocidade é a mesma.



Como é possível ver na figura, o observador, à esquerda, comparando com as frentes de onda em repouso, observa uma aparente variação no comprimento de onda; nesse caso encurtanto. Com isso, é possível perceber que, quando a fonte está se afastando do observador, a percepção da onda será de algo com uma frequência menor; no caso de estar de aproximando, uma frequência maior (vide equação 1).

No caso da luz, esse movimento relativo faz com que uma variação de cor seja percebida. Com isso, são atribuídos dois nomes para essa variação de frequência aparente: *blueshift* e *redshift* (desvio para o azul e para o vermelho, respectivamente). Quando o corpo luminoso se aproxima do observador, o comprimento de onda dectectado será menor, com isso, ocorrerá um **desvio** para frequências maiores (como azul) sendo assim um **blueshift**. No caso de um afastamento, ocorrerá um desvio para o vermelho (menores frequências), configurando um **redshift**.

Na astronomia, como os dados são coletados em função do comprimento de onda, são estabelecidas algumas relações matemáticas entre comprimentos de onda estacionários e comprimentos com desvio (referente ao efeito doppler, é claro), para poder determinar a velocidade radial do objeto. Uma expressão para isso é a seguinte:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v_r}{c} = z \tag{17}$$

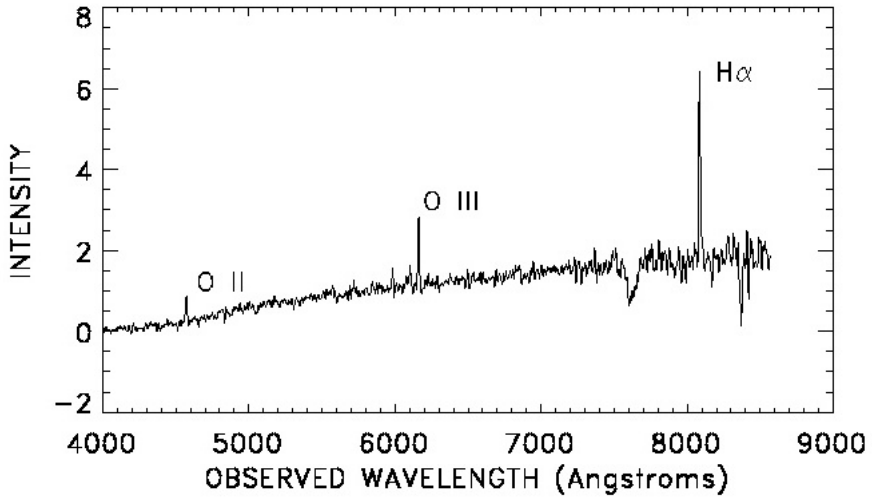
Sendo $\Delta\lambda$ a diferença entre o comprimento de onda observado (λ) e um comprimento de onda estacionário (λ_0), v_r a velocidade radial e c a velocidade da luz.
O fator z é conhecido, entre outros nomes, como *redshift*.
Entretanto, essa equação é válida apenas para z não relativístico, isso é, o objeto se movimentando com velocidade não próxima da velocidade da luz. Com isso, é atribuido que, para $z \geq 0,1$ (relativístico), a relação usada é a seguinte

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \sqrt{\frac{(1+\frac{v_r}{c})}{(1-\frac{v_r}{c})}} - 1 \tag{18}$$

Em suma, para $\Delta\lambda > 0$, obejto está se afastando (redshift); para $\Delta\lambda < 0$, corpo está se aproximando (blueshift).

Exemplo

Com o intuito de esclarecer um pouco a análise espectral de um corpo em movimento relativo, vamos usar de exemplo os dados de a galáxia fictícia A:



Para analisar esse espectro, é interessante observar linhas espectrais conhecidas; nesse caso, observaremos a linha H-alpha (indicada no gráfico como $H\alpha$). Por dados de laboratório, sabemos que o comprimento de onda estacionário da $H\alpha$ é 6562.8 Angstroms. Olhando o gráfico, é possível observar uma clara mudança no comprimento de onda dessa linha, causado pelo efeito doppler dessa

galáxia; pode-se dizer que essa linha encontra-se no comprimento de onda de 8100 Angstroms, fazendo com que tenhamos um z de 0,234.
Com isso, podemos concluir que essa galáxia está se afastando do observador, uma vez que se encontra em um redshift.
Como o redshift é maior que 0,1, podemos dizer que é um caso de efeito doppler relativístico, sendo necessário, assim, utilizar a equação 18
Com isso, achamos que a galáxia se afasta de nós a uma velocidade de aproximadamente $6,216 \cdot 10^7 m/s$ (utilizando $c = 3 \cdot 10^8 m/s$)

Expansão do universo

Uma curiosidade da importância do efeito doppler é que ele serviu como um grande aopio à teoria da expansão do universo. Com o lançamento do telescópio Hubble, foi possível fazer análises espectrais de estrelas e objetos celestes com uma maior facilidade. Fazendo essas análises, os cientistas perceberam que todos os objetos apresentavam um redshift, ou seja, todos os objetos estavam se afastando de nós, fato esse que pode ser explicado pela expansão do universo.

- semi-latus rectum