

ATIVIDADES EXPERIMENTAIS PARA O ENSINO DA ASTRONOMIA

Trabalhando um exemplo:

Construindo e utilizando um espectroscópio didático

Rodolfo Langhi
rlanghi@fc.unesp.br

Introdução

Imagine um jardim repleto de rosas de uma mesma espécie, com a seguinte configuração: algumas estão murchando, outras estão com seus botões bem pequenos, e ainda outras com as pétalas um pouco abertas. Como você interpretaria estas diferentes rosas? Provavelmente, através de seu conhecimento prévio sobre flores, você diria que elas se encontram em diferentes estágios de desenvolvimento, talvez porque germinaram em épocas diferentes, e faria até uma previsão de duração de tempo de vida, ao acompanhar algumas curtas fases das rosas, organizando-as em uma ordem lógica de desenvolvimento: primeiro as rosas dos botões e por último, as que estão murchando. Mas, que relação tem as rosas com as estrelas?

Ao observar o jardim cósmico, os astrônomos percebem que as estrelas não são todas iguais. Ao contrário, há as mais variadas visões de estrelas, com diversos tamanhos, cores, temperaturas, luminosidades, massa, e energia de irradiação. Seriam elas apenas estrelas de diferentes tipos? Na realidade, assim como as rosas de um jardim, esta variedade de estrelas representa seus diferentes estágios de desenvolvimento, o que chamamos de *evolução estelar*. Portanto, as estrelas também têm um início (“nascem”), e um fim (“morrem”) – como as rosas (ou como as “estrelas” de cinema). Afinal, como nasce uma estrela?

Formação estelar

Imagine duas partículas próximas no espaço. A força gravitacional entre elas fará com que se aproximem uma da outra, até que se juntem (caso não haja nenhum outro corpo de massa considerável nas proximidades que atrapalhe o nosso raciocínio). E se fossem três partículas, ao invés de duas? As suas forças gravitacionais as uniriam, como qualquer corpo dotado de massa (claro que estamos levando em conta que as distâncias entre estas partículas sejam suficientes para que esta junção ocorra). Extrapole esta situação para inúmeras partículas amontoadas em uma enorme nuvem, e notará que com o passar do

tempo, elas fatalmente irão se atraindo mutuamente até que forme um enorme corpo massivo. Lembre-se de que quanto maior a massa de um corpo, maior é a sua força gravitacional.

A massa de uma partícula produz uma força de atração gravitacional insignificante em relação a um corpo enorme, mesmo que ele tenha sido formado por estas mesmas pequeníssimas partículas, pois à medida que vão se juntando, a força gravitacional de cada uma delas vai se somando. Mesmo que tais partículas sejam os menores átomos do universo (hidrogênio), podem produzir as forças gravitacionais mais significativas da natureza, à medida que se juntam em corpos fantasticamente enormes. Tais corpos, com grande quantidade de matéria e forte campo gravitacional, atraem tudo para um centro comum, e a única figura geométrica na qual todos os pontos da superfície estão a uma mesma distância de um centro é a esfera. Portanto, o resultado é um enorme corpo aproximadamente esférico (dizemos “aproximadamente”, porque estas partículas, durante a formação, estão girando entre si, como enormes rodamosinhos, e este movimento permanece no corpo esférico final, produzindo nele uma rotação em torno de si mesmo; tal movimento de rotação faz com que o corpo fique ligeiramente achatado nos pólos, deixando de ser uma esfera perfeita; quanto mais veloz a sua rotação, maior será este achatamento).

Caso o corpo formado pela aglomeração de átomos de hidrogênio tiver uma massa suficientemente grande, imagine a força gravitacional que pressionará as suas partículas (átomos) localizadas em seu núcleo! A pressão ali será tão intensa que a temperatura poderá atingir milhões de graus, degenerando os átomos e expondo os seus núcleos (especialmente os prótons), o que os leva a colidirem uns com os outros, produzindo outro elemento, o hélio. Isto gera a mais fantástica de todas as energias do universo: a energia obtida por fusões nucleares!

Acabamos de relatar brevemente o nascimento de uma estrela, um corpo relativamente esférico, formado basicamente por hidrogênio, em cujo núcleo ocorrem fusões nucleares, que transformam o hidrogênio em hélio, produzindo uma enorme quantidade de energia, liberada em todas as direções.

Há enormes nuvens de hidrogênio e outros gases que, neste exato momento, estão produzindo corpos com massa suficiente para a ignição nuclear. A nebulosa de Órion, por exemplo, é uma “maternidade” de estrelas. Assim, podem-se formar estrelas dos mais variados tamanhos (desde 0,08 a 100 vezes a massa solar), e como veremos, a sua massa é

essencial para determinar outras características, como o seu tempo de vida, sua luminosidade, ou sua energia.

Apenas os aglomerados de partículas que formam corpos maiores que 8% da massa do Sol é que podem gerar reações termo-nucleares em seu centro. Caso os corpos formados tenham massa inferior, seus núcleos também podem ser quentes, mas não ao ponto de produzir fusão nuclear, pois a pressão resultante do puxão gravitacional resultante em seu centro não é suficiente para isso. Durante esta formação estelar, podem surgir em torno da estrela central, aglomerados menores de partículas girando em torno dela, constituindo-se em planetas, luas, asteróides, cometas, etc. Todos estes não possuem massa suficiente para produzirem uma pressão intensa em seu núcleo a ponto de gerar as fusões nucleares, portanto, não são estrelas e não possuem luz própria. Nós apenas os vemos porque refletem a luz de uma estrela próxima. No caso do Sistema Solar, a estrela que ilumina todos os demais corpos é o Sol. Atualmente, já descobrimos indiretamente mais de 200 planetas girando em torno de outras estrelas de nossa galáxia. Mas o que é uma galáxia?

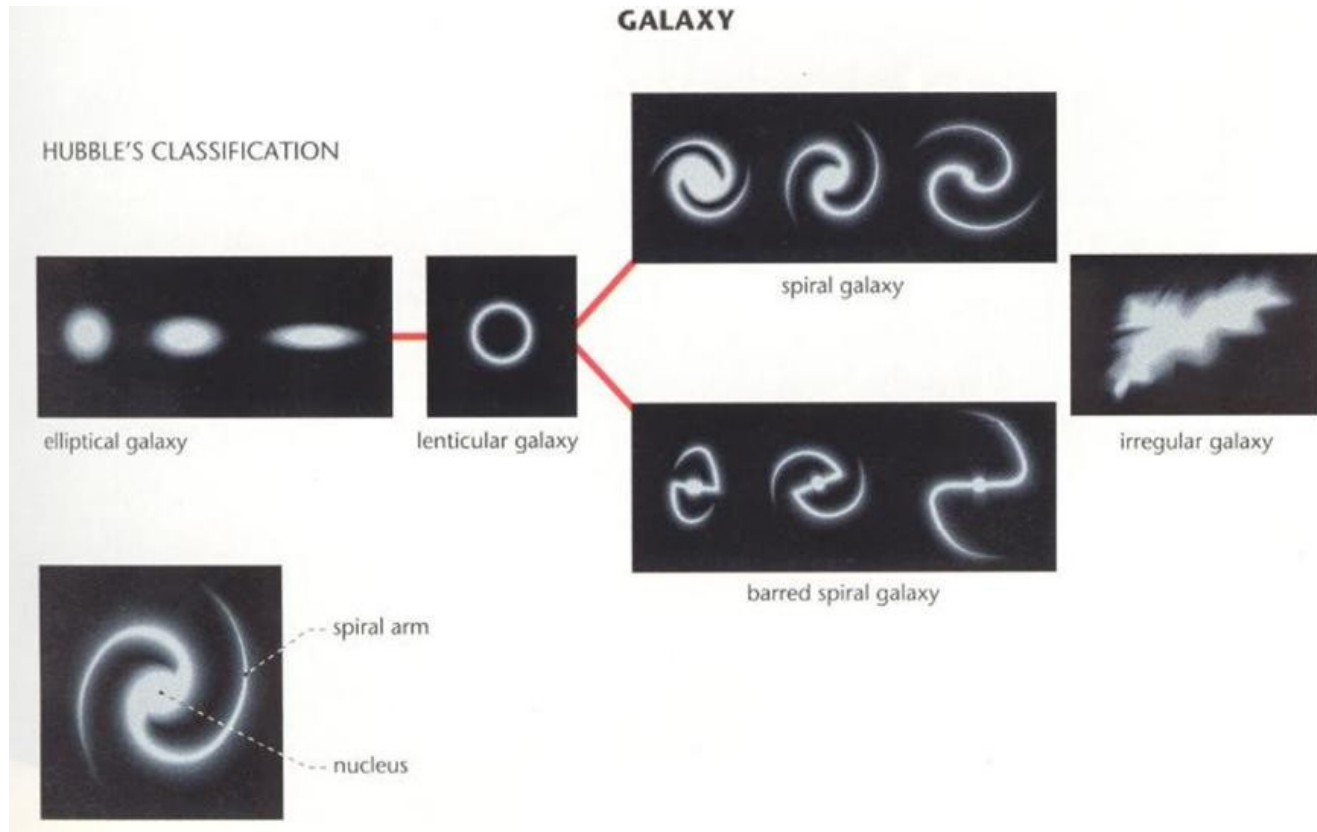
Galáxias

Assim como as partículas exercem atração mútua, aglomerando-se, algumas estrelas também estão como que “amarradas” umas às outras pela ação da gravidade, formando também enormes aglomerados. Alguns destes aglomerados são tão fechados que as estrelas parecem se tocar umas às outras, o que não acontece, de fato. Estamos falando dos aglomerados globulares, tal como Ômega Centauri, com cerca de um milhão de estrelas. Há outros aglomerados mais abertos, como as Plêiades, por exemplo. A gravidade também produz as enormes aglomerações de poeira e gases, as nebulosas, que podem ser responsáveis pela formação de estrelas, ou mesmo restos de estrelas de já explodiram. Todos estes objetos fazem parte de um aglomerado maior, chamado galáxia, que pode conter centenas de bilhões de estrelas, nebulosas, aglomerados abertos e fechados, planetas, etc. A nossa galáxia, a Via-Láctea, possui cerca de 200 bilhões de estrelas, sendo que uma delas é o nosso Sol, uma estrela de tamanho pequeno-médio, em relação às demais (para ter uma idéia do tamanho do Sol: dentro de seu volume, caberiam aproximadamente 1 milhão de planetas iguais a Terra).

Sem o uso de instrumentos, todas as estrelas e corpos celestes que observamos

fazem parte de nossa galáxia, exceto três outras galáxias que enxergamos podemos enxergar a olho nu, longe da iluminação urbana: a galáxia de Andrômeda, a galáxia Pequena Nuvem de Magalhães e a Grande Nuvem de Magalhães.

As galáxias podem ser classificadas da seguinte forma:



Mas qual é a distância entre as estrelas dentro da galáxia? Para exemplificar, veja o caso de nossa estrela mais próxima, o Sol, que está a uma distância média da Terra de 150 milhões de km. Porém, podemos usar como referência e unidade de medida de distância, não mais os metros ou quilômetros, mas a luz, que percorre cerca de 300 mil km a cada segundo. A luz que sai do Sol leva aproximadamente 8 minutos para percorrer a distância até a Terra. Compare isto com o tempo que a luz da segunda estrela mais próxima de nós (Alfa Centauri) leva para chegar até aqui: cerca de 4 anos! Não há nenhuma outra estrela entre o Sol e Alfa Centauri. Extrapole, agora, esta informação, e use esta medida de distância entre as estrelas como uma média para todas as 200 bilhões de estrelas de nossa galáxia, imaginando a sua enorme estrutura. De fato, para percorrer a distância de uma ponta a outra da Via-Lactea, a luz levaria cerca de 100 mil anos.

Mas não existem apenas estas quatro galáxias no universo. Os astrônomos

estimam que existam mais uns 100 bilhões de galáxias, cada uma com seus bilhões de estrelas. Outro detalhe: há estudos apontando para o fato de que tudo o que é observável compõe menos de 5% do que realmente existe, ou seja, ainda precisamos descobrir o que é, e onde está, os demais 95% de matéria e energia que desconhecemos. Por não saber do que se trata, os nomeamos de “matéria escura” e “energia escura”.

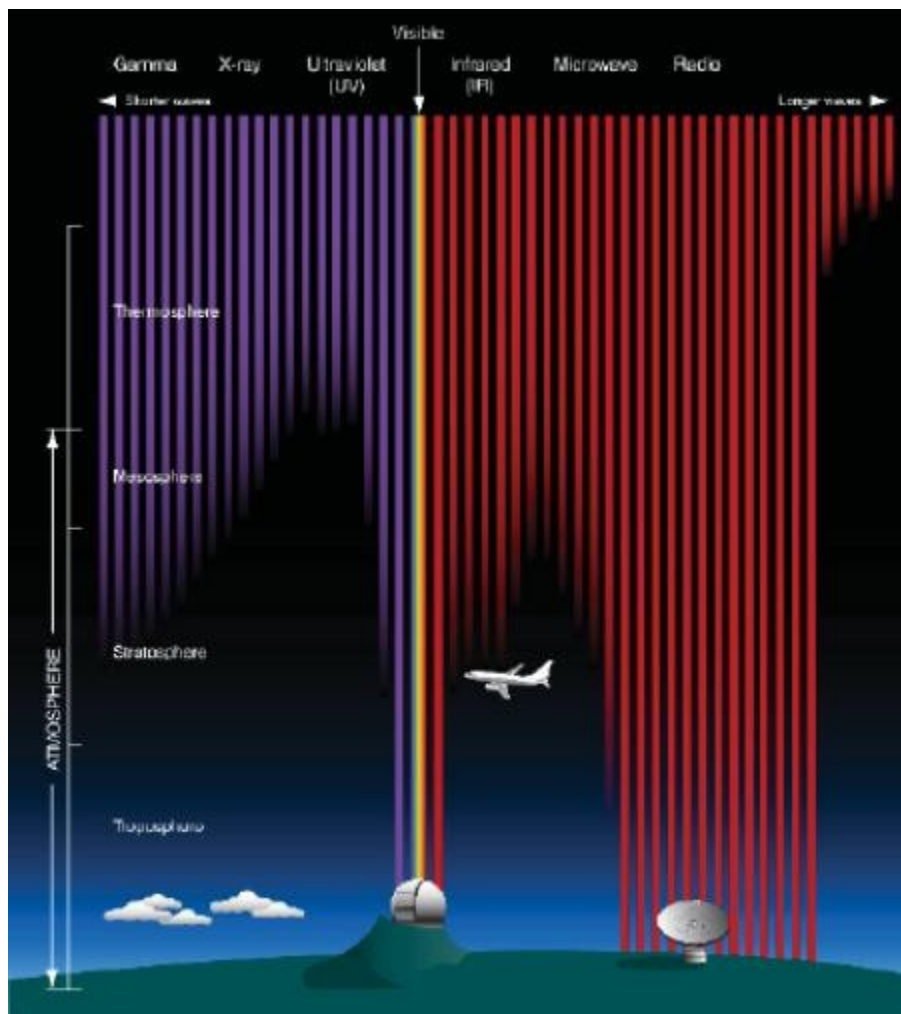
Radiação estelar

Após esta “viajada”, retornemos às estrelas. Ao produzir fusões nucleares em seu núcleo, as temperaturas podem atingir a casa dos milhões de graus, como a nossa estrela, o Sol, com 15 milhões de graus (nesta temperatura, nem precisamos nos preocupar em definir se são graus Celsius ou Kelvin); na superfície esta temperatura atinge uns 6.000 graus. A energia produzida no centro da estrela está em constante cabo de guerra com a gravidade. Como assim? A energia produzida faz com que a estrela sofra uma dilatação, expandindo-a, contrária à força da gravidade, que a contrai para o núcleo. Esta expansão produz uma pequena diminuição na taxa de fusão e da sua temperatura, o que reduz a dilatação, e permitindo que a gravidade a comprima novamente, o que aumenta a taxa das fusões, e todo o ciclo se repete, ocasionando pulsações. Enquanto houver este equilíbrio (denominado de equilíbrio hidrostático) entre a força da gravidade para dentro e a força das reações termo-nucleares para fora, o cabo de guerra está em equilíbrio, e a estrela vai sobrevivendo enquanto houver elementos químicos para serem usados nas reações termo-nucleares. No entanto, algum dia, este material irá terminar, deixando de existir o equilíbrio, e permitindo com que a força da gravidade seja a vencedora.

No caso do Sol, a cada segundo, cerca de 600 milhões de toneladas de hidrogênio são convertidos em 596 milhões de toneladas de hélio. Os 4 milhões de toneladas restantes da reação são transformados em energia liberada em todas as direções (a cada segundo!). Esta energia é equivalente a 5 trilhões de bombas de hidrogênio por segundo (a bomba nuclear lançada em Hiroshima era de urânio e produziu uma potência 1.000 vezes menor que uma bomba de hidrogênio).

Esta energia liberada é constituída por todo o tipo de radiação conhecida, e não apenas pela luz visível, com suas cores de arco-íris. As estrelas emitem, além da luz visível, as demais radiações invisíveis aos nossos olhos: raios gama, raios X, ultravioleta, infravermelho, microondas, ondas de rádio, e assim por diante. Todas estas radiações

possuem suas frequências próprias e constituem o que chamamos de *espectro eletromagnético*, que “começa” com as radiações de baixa frequência e menos energéticas (rádio, por exemplo) até as de alta frequência e mais energéticas (como os raios-X e raios gama, por exemplo). A luz visível é apenas uma pequeníssima parte de todo este espectro de radiações, com frequências intermediárias: desde o vermelho (frequência menor) até o violeta (frequência maior). A nossa atmosfera funciona como um filtro que impede a passagem da maior parte das radiações deste espectro.



Cada frequência está associada a um comprimento de onda, que é inversamente proporcional à frequência, pois as radiações eletromagnéticas se comportam também como ondas. Os comprimentos de onda podem ser medidos em ângstrons, que equivale a 10^{-10} m, isto é, cada ângstron equivale a um comprimento de 10 milionésimos de um milímetro, ou seja, é uma das partes de um milímetro que foi dividido em 10 milhões de partes. Assim,

para simplificar, podemos dizer que a luz visível é uma faixa de vários comprimentos de onda, que vai desde 4.000 ângstrons (violeta) até 7.000 ângstrons (vermelho). Isto significa que uma radiação do espectro eletromagnético cuja onda possui um comprimento de 4.000 ângstrons, ou 40 milésimos de um milímetro (40 partes de um milímetro que foi dividido em 1.000 partes), possui uma coloração violeta para os nossos olhos. Comprimentos menores que estes, nós não enxergamos, pois a radiação terá características de ultravioleta.

Na realidade, podemos dizer que cada cor está associada a uma frequência, ou um comprimento de onda. Quantos comprimentos de onda você acha que existem no intervalo dos números 4000 a 7000? Se você respondeu 7, como normalmente se afirma sobre a quantidade de cores (ou comprimentos de onda, ou frequências), infelizmente reduziu muito o número! Matematicamente, existiriam infinitas cores neste intervalo! Foi isto que Isaac Newton observou, no final dos anos 1600, ao usar um prisma na luz do sol, com cores que mudavam sua tonalidade suavemente, e não com divisões bruscas que permitiam contar exatamente apenas 7 cores.

O texto, a seguir, foi extraído do curso à distância de Astrofísica Estelar do Observatório Nacional (ON, 2007).



Análise espectral

Em 1814, o alemão Joseph von Fraunhofer repetiu a experiência clássica feita por Newton permitindo que um feixe de luz solar atravessasse um prisma. A diferença na experiência de Fraunhofer estava no fato de que o espectro resultante, que aparecia com as cores do arco-íris, era submetido a uma grande ampliação. Uma surpresa aguardava Fraunhofer. Ao ampliar a imagem obtida, ele descobriu que o espectro solar mostrava centenas de linhas escuras e finas. Fraunhofer contou mais de 600 linhas nesse espectro. Hoje, com equipamentos mais sofisticados, sabemos que o número de linhas presentes no espectro da luz solar chega a mais de um milhão. A estas linhas escuras e finas damos o nome de linhas espectrais.

Abaixo, temos o espectro da luz solar obtido por Joseph von Fraunhofer. Note o incrível número de linhas escuras que o riscam. Em particular Fraunhofer ficou impressionado com duas linhas, bastante fortes, que apareciam no espectro da luz solar, batizando-as de "linhas D".



Mas, qual a origem de todas essas linhas? Naquela época, ainda não havia conhecimento físico suficiente para compreender por que essas linhas escuras apareciam no espectro da luz solar. Ainda levaria quase meio século até que os químicos verificassem que essas linhas espectrais também podiam ser produzidas nos laboratórios. Os químicos, há muito tempo, sabiam que várias substâncias emitiam cores diferentes quando salpicadas em uma chama. Tais experiências, chamadas de "testes de chama", eram muito comuns nos laboratórios da época. Elas eram realizadas com o objetivo de identificar os chamados elementos químicos, ou seja, as substâncias fundamentais que não podem ser divididas em produtos químicos mais básicos.

O físico alemão Gustav Robert Kirchhoff sugeriu que a luz proveniente das chamas coloridas poderia ser mais bem estudada se ela fosse feita passar através de um prisma. Em 1859, Robert Bunsen e Gustav Kirchhoff desenharam e construíram um aparelho que iria revolucionar o estudo da astrofísica. Este equipamento, chamado "espectroscópio" era formado por um prisma e várias lentes que ajudavam a ampliar e colocar em foco os espectros obtidos a partir da queima de vários elementos químicos. Os dois cientistas prontamente descobriram que os espectros obtidos a partir destas chamas mostravam conjuntos de finas linhas espectrais brilhantes traçadas contra um fundo escuro.

Mais tarde eles encontraram que cada elemento químico produz um "desenho" único de linhas espectrais (como um código de barras próprio de cada elemento químico da tabela periódica). Assim nasceu, em 1859, a técnica da análise espectral, a identificação de substâncias químicas a partir das linhas espectrais que a sua luz continha. Com esta técnica, usando o espectroscópio, eles realizaram uma importantíssima descoberta: cada elemento químico mostra um espectro com um arranjo único de linhas brilhantes. Isto significa que é

possível descobrir quais elementos existem em um determinado corpo se analisarmos a sua luz, sem precisarmos ir até lá.

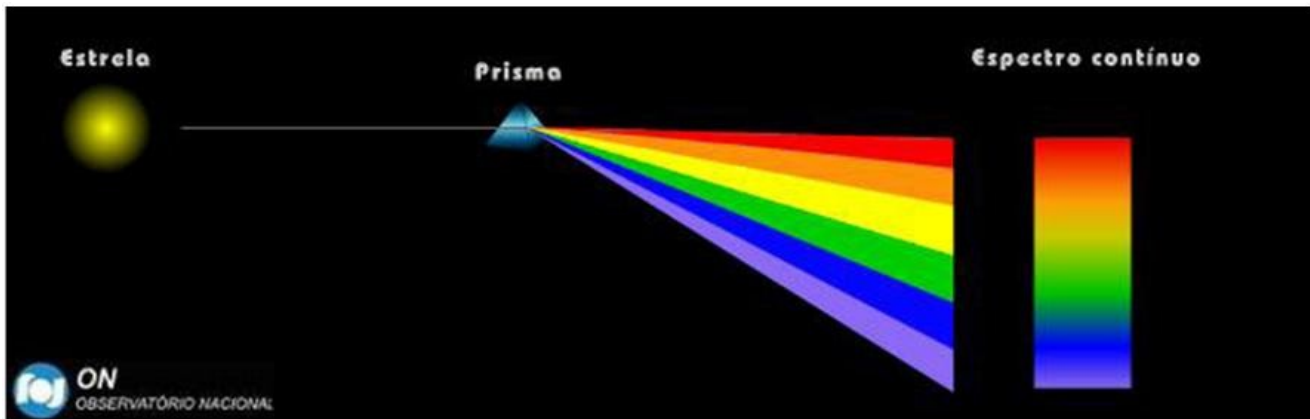
Com a divulgação das descobertas de Bunsen e Kirchhoff muitos pesquisadores se lançaram à procura de novos elementos químicos. Algumas descobertas levaram os cientistas a interpretações erradas. Por exemplo, durante o eclipse solar de 1868 os astrônomos decidiram fazer a análise espectral da luz proveniente da parte mais externa do Sol, aquela que fica exposta quando o disco da Lua encobre o disco solar. Ao fazer isso eles encontraram uma nova linha espectral imediatamente atribuída a um novo elemento químico, desconhecido na Terra, e que foi chamado de "hélio", palavra derivada do grego "helios" que significa "sol". Durante muito tempo os cientistas pensaram que haviam descoberto um elemento químico que não existia na Terra o que, se fosse verdade, derrubaria a hipótese que todos os elementos químicos são encontrados na superfície do nosso planeta. Somente em 1895 é que os cientistas conseguiram obter o hélio nos laboratórios terrestres, ao analisarem gases obtidos a partir do urânio.

Espectros contínuos, linhas de emissão e de absorção

Por volta dos anos de 1860, Kirchhoff e Bunsen já haviam realizado um número suficientemente grande de análises espectrais. O conhecimento acumulado sobre as linhas espectrais já era suficiente a ponto de permitir que Kirchhoff formulasse três importantes enunciados sobre espectros que hoje são chamados de leis de Kirchhoff.

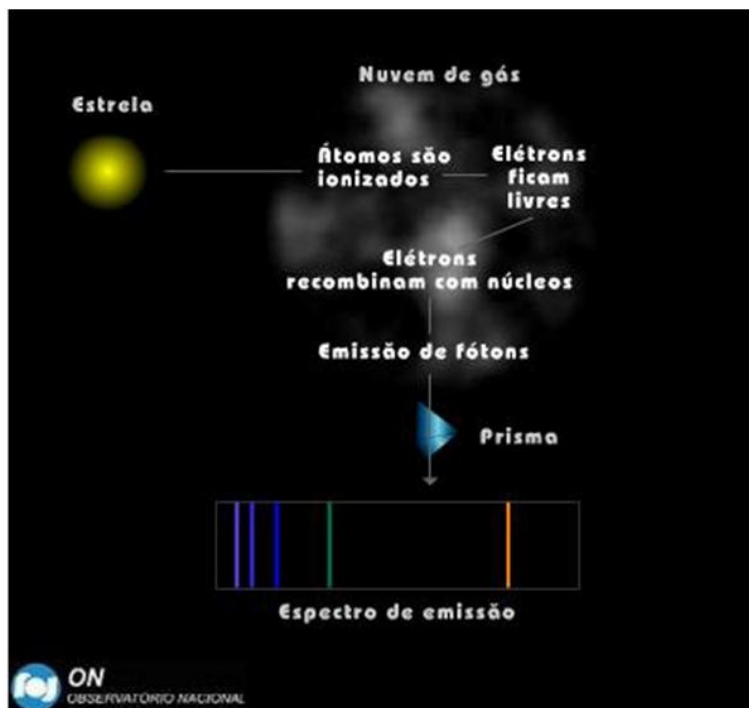
Primeira Lei:

- um corpo opaco e quente, produz um espectro contínuo.
- o corpo opaco e quente pode ser um sólido, um líquido ou um gás altamente comprimido, e portanto denso.
- o espectro contínuo é um verdadeiro "arco-íris", um conjunto completo de cores sem qualquer linha espectral traçada sobre ele.



Segunda Lei:

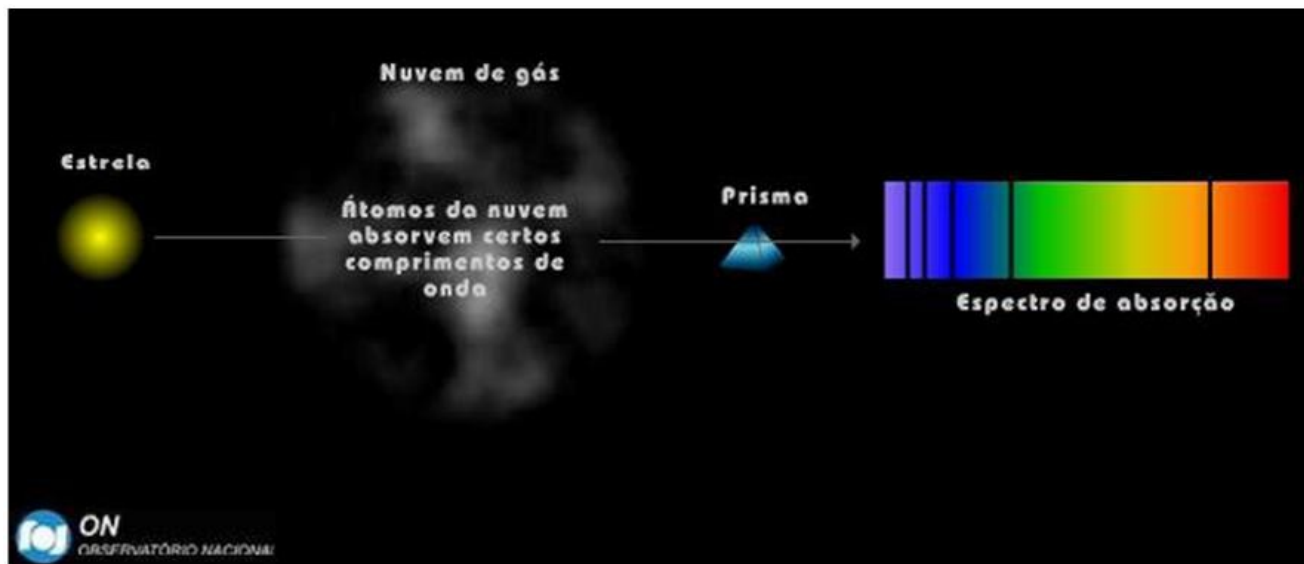
- um gás transparente, quente, produz um espectro onde uma série de linhas espectrais brilhantes está traçada contra o fundo escuro.
- a este espectro damos o nome de espectro de linhas de emissão.
- o número e as cores destas linhas dependem de quais os elementos estão presentes no gás.



Terceira Lei:

- se colocamos um gás transparente e frio na frente de uma fonte de espectro contínuo, o gás mais frio provoca o aparecimento de uma série de linhas escuras riscadas entre as cores do espectro contínuo.
- a este espectro damos o nome de espectro de linhas de absorção.

- as cores e o número das linhas de absorção dependem dos elementos presentes no gás frio.

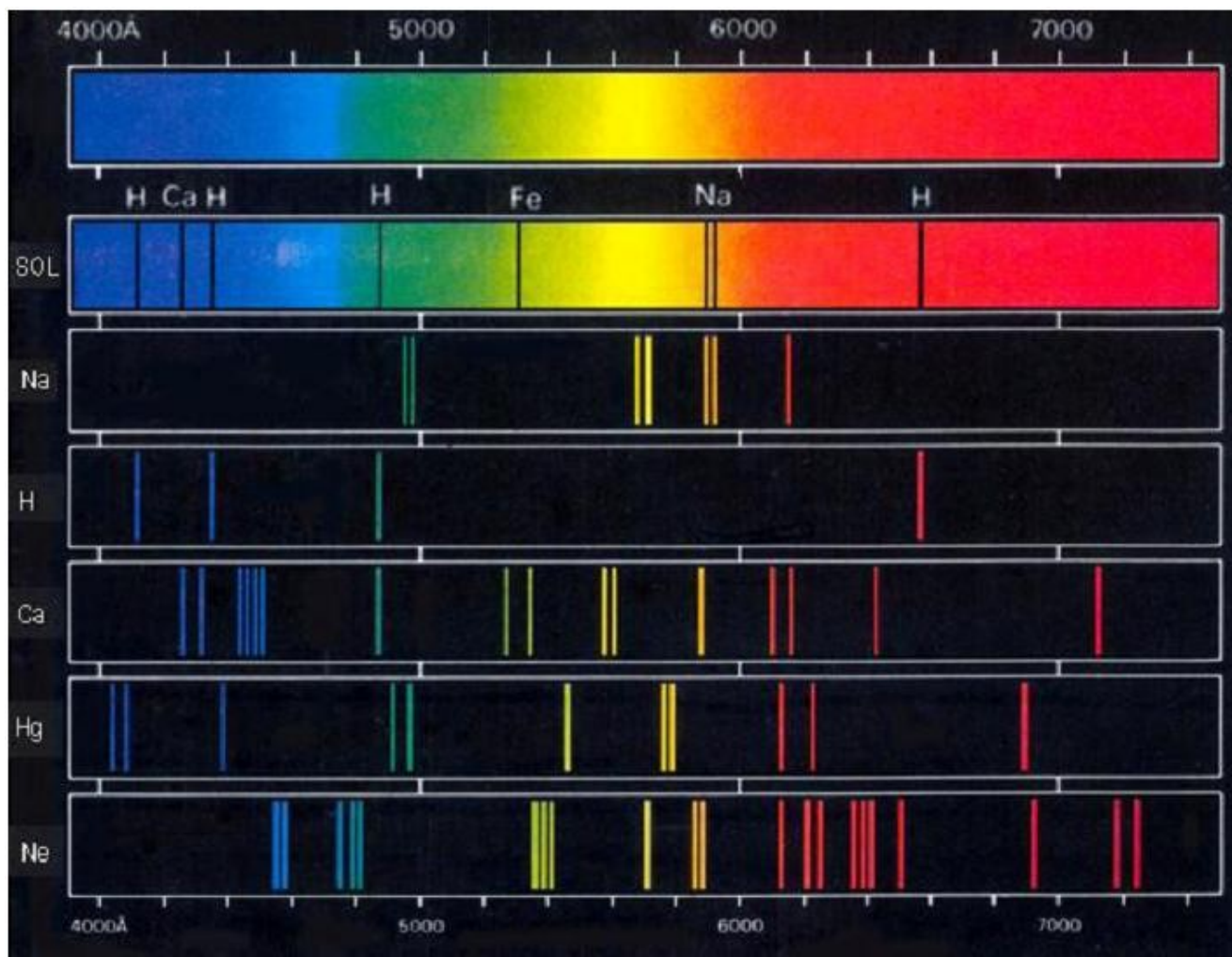


É muito importante notar que as linhas brilhantes que aparecem em um espectro de emissão ocorrem exatamente nos mesmos comprimentos de onda que as linhas escuras no seu espectro de absorção. Dizendo de um modo mais físico, as linhas absorvidas por um gás a partir de um espectro contínuo são as mesmas linhas emitidas por este mesmo gás quando fornecemos energia a ele.

É a temperatura relativa entre a nuvem de gás e o seu fundo que determina qual o espectro que é observado. As linhas de absorção são vistas se o fundo é mais quente do que o gás e as linhas de emissão são vistas se o fundo é mais frio do que o gás. Ambas podem ser usadas para determinar a composição química do gás. Agora podemos voltar ao espectro da luz solar obtido inicialmente por Fraunhofer. Foi Kirchhoff que mostrou que as duas linhas fortes que chamaram a atenção de Fraunhofer, e que ele chamou de linhas D, na verdade eram linhas produzidas pelo sódio na região espectral com comprimento de onda correspondente à cor amarela.

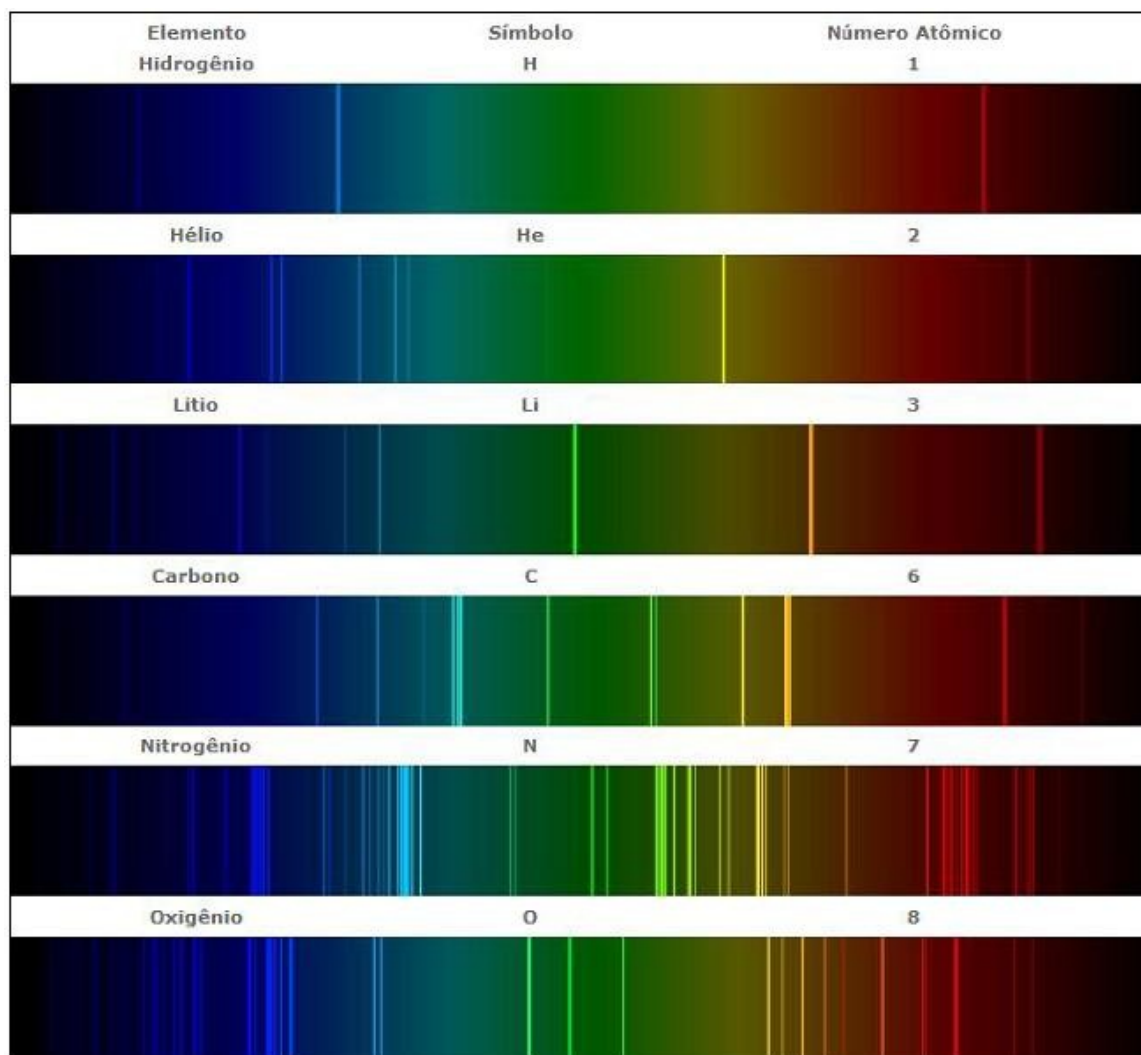
A figura abaixo mostra, comparativamente, vários espectros. Inicialmente note que os comprimentos de onda mais curtos estão à esquerda e eles crescem à medida que vamos para o lado direito. Isto quer dizer que na esquerda temos maiores frequências e, portanto, maiores energias. De cima para baixo, a primeira imagem é o espectro contínuo emitido por um sólido aquecido. Em seguida mostramos o espectro de absorção do Sol, onde apenas as linhas mais fortes são indicadas, juntamente com os elementos que as produzem. Note que

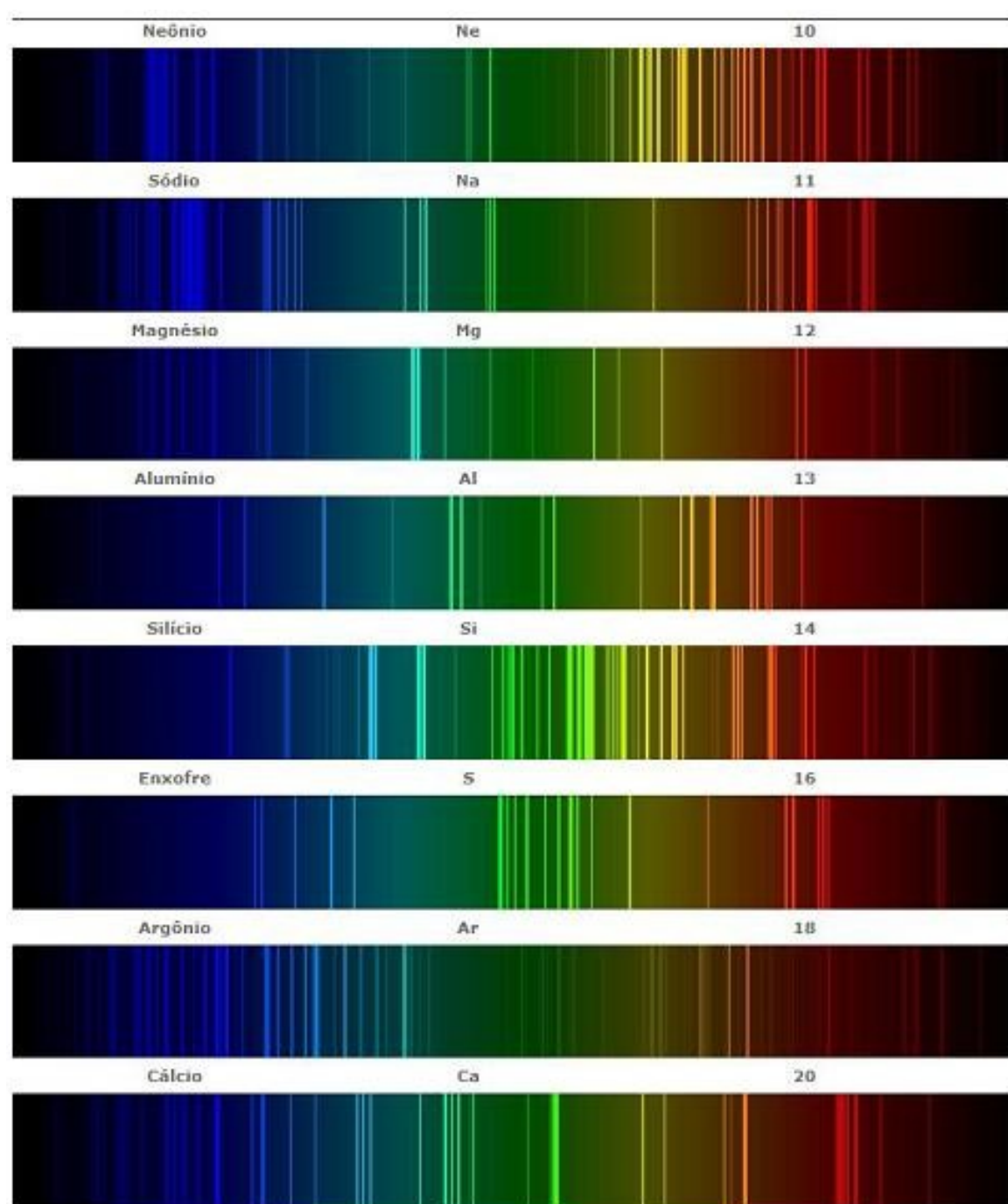
as linhas são traços escuros sobre um espectro contínuo. Em seguida mostramos os espectros de emissão de diversos elementos tais como o sódio (Na), hidrogênio (H), cálcio (Ca), mercúrio (Hg) e neônio (Ne). Muito importante é notar que as linhas de emissão que aparecem nestes espectros se alinham perfeitamente com as linhas de absorção correspondentes que estão assinaladas no espectro de absorção do Sol. Isto é uma prova de que as linhas de emissão e de absorção correspondentes têm o mesmo comprimento de onda.

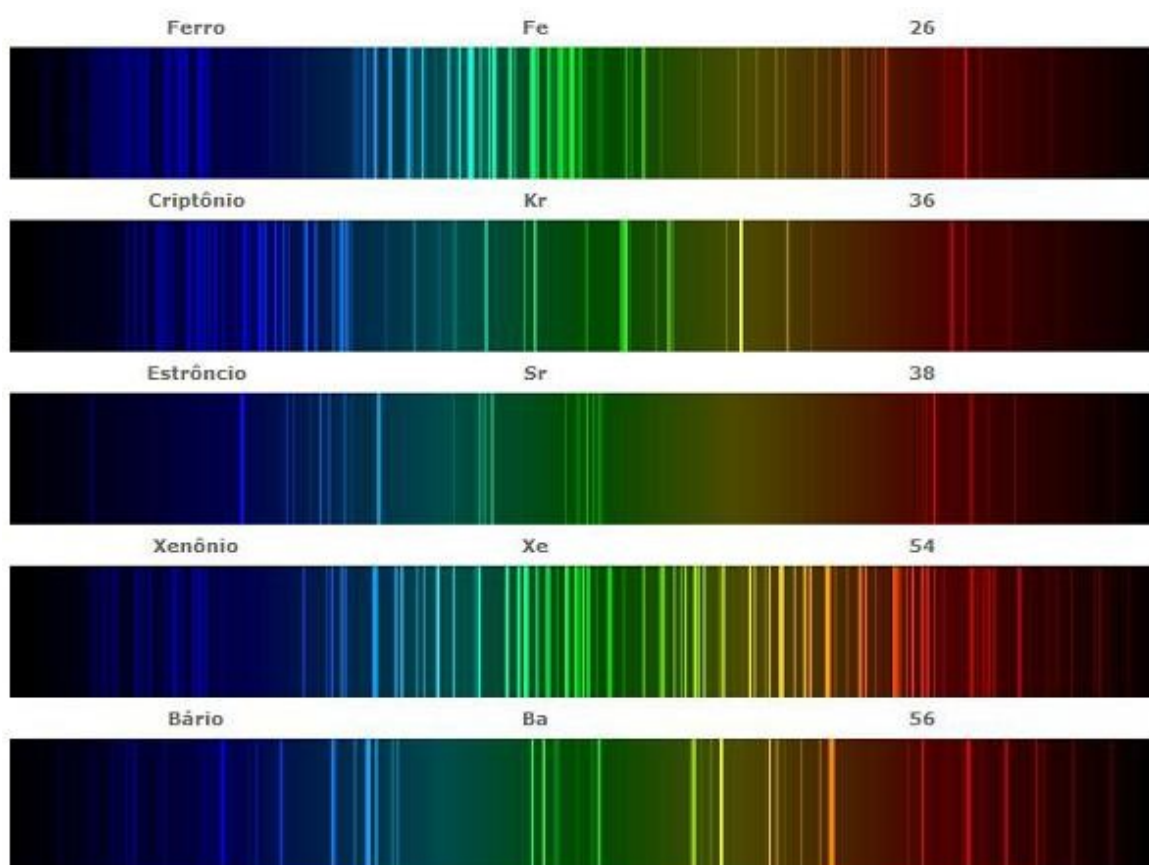


Mostramos abaixo espectros com linhas de absorção de alguns elementos químicos. Este espectro foi obtido por John Talbot a partir da excitação de vários elementos químicos por meio de uma descarga elétrica. Junto aos espectros, damos o nome do elemento químico que o forma, o símbolo internacionalmente usado para representá-lo e o número atômico do elemento. O número atômico de um elemento nos informa o número de prótons que existem no núcleo dos átomos deste elemento. Como os átomos no seu estado

fundamental são eletricamente neutros, o número de prótons no núcleo atômico é igual ao número de elétrons que giram em torno deste núcleo. Isto, obrigatoriamente, dá uma carga total igual a zero. Assim, podemos dizer que o número atômico também nos dá o número de elétrons que giram em torno do núcleo do átomo do elemento correspondente. Preste bastante atenção no desenho das linhas que aparecem sobre o fundo contínuo brilhante. Note como elas são diferentes. Isto é fundamental para a astrofísica uma vez que, conseguindo obter o espectro de um corpo celeste, cabe ao cientista compara-lo com os espectros já obtidos no laboratório para saber quais os elementos químicos que formam o objeto celeste.







No entanto, descobrir quais são os elementos presentes em um espectro não é tão trivial. Com exceção de algumas linhas muito conhecidas, identificar quais são os elementos representados por todas as outras linhas em um espectro exige do astrônomo uma certa habilidade, embora existam programas profissionais de redução de dados que ajudam muito o pesquisador.

A astrofísica considera que as estrelas são, aproximadamente, "corpos negros". Conseqüentemente, seu espectro deve ser o de um "corpo negro", ou seja, um espectro contínuo. Este espectro contínuo de radiação, ou continuum, é produzido nas regiões mais profundas da atmosfera da estrela onde os gases são densos e quentes. Então porque os astrônomos estavam observando linhas de absorção no espectro estelar?

Sabemos que, de acordo com a terceira lei de Kirchhoff, as linhas de absorção são observadas quando o espectro de um objeto brilhante, quente, é visto após atravessar um gás frio. Como isso podia acontecer em uma "bola de gás" com temperaturas tão altas? O fato é que à medida que a radiação produzida pela estrela se move para fora dela obrigatoriamente ela terá que passar através das camadas menos densas, e mais frias, da

atmosfera superior da estrela. Nestas camadas, os átomos absorvem radiação em comprimentos de onda específicos, produzindo, por conseguinte, as linhas espectrais de absorção que os astrônomos observam. Temos aqui exatamente o mesmo fenômeno já descrito ao falarmos sobre a formação de espectros com linhas de absorção: uma fonte quente (o interior da estrela) emite um espectro contínuo e esta radiação é obrigada a passar por um gás de temperatura mais baixa (a atmosfera da estrela), onde as linhas são formadas.

Quando você é apresentado a um conjunto de espectros estelares, a primeira sensação é que se trata de algo muito confuso. Muitos espectros exibem várias linhas de absorção de cálcio (Ca) e ferro (Fe). Outros ainda são dominados por grandes características de absorção causadas por moléculas tais como a do óxido de titânio (TiO). Para lidar com esta diversidade, os astrônomos reuniram espectros de aparência similar em classes espectrais. Este trabalho pioneiro foi realizado, no início do século XX, por um grupo de astrônomos sob a supervisão de Edward C. Pickering no Harvard College Observatory. Foram eles que iniciaram um monumental projeto de examinar os espectros já obtidos de milhares de estrelas. O objetivo deles era desenvolver um sistema de classificação espectral no qual todos os aspectos espectrais variavam suavemente de uma classe espectral para a próxima.

Uma grande parte deste trabalho foi realizada por Annie Jump Cannon (1863-1941) que, sozinha, classificou os espectros de mais de 250.000 estrelas. O projeto de classificação espectral de Pickering foi financiado por Henry Draper, um rico físico e astrônomo amador que, em 1872, foi o primeiro a fotografar as linhas de absorção estelares. O esquema de classificação desenvolvido pelos pesquisadores de Harvard baseava-se na intensidade de várias linhas de absorção. A sequência de espectros estelares na classificação de Harvard varia como:

O B A F G K M

Segundo esta sequência espectral, as estrelas classificadas como O têm as linhas do hidrogênio fracas. Estrelas do tipo A são as que apresentam estas linhas mais fortes. Nas estrelas classificadas como F, elas vão diminuindo de intensidade. Esta variação de intensidade nas linhas de absorção ocorre para todos os elementos químicos de maior

abundância nas estrelas, distribuindo-se ao longo da classificação de O a M. Além disso, a sequência de O até M é também uma sequência de cores, como mostramos abaixo.

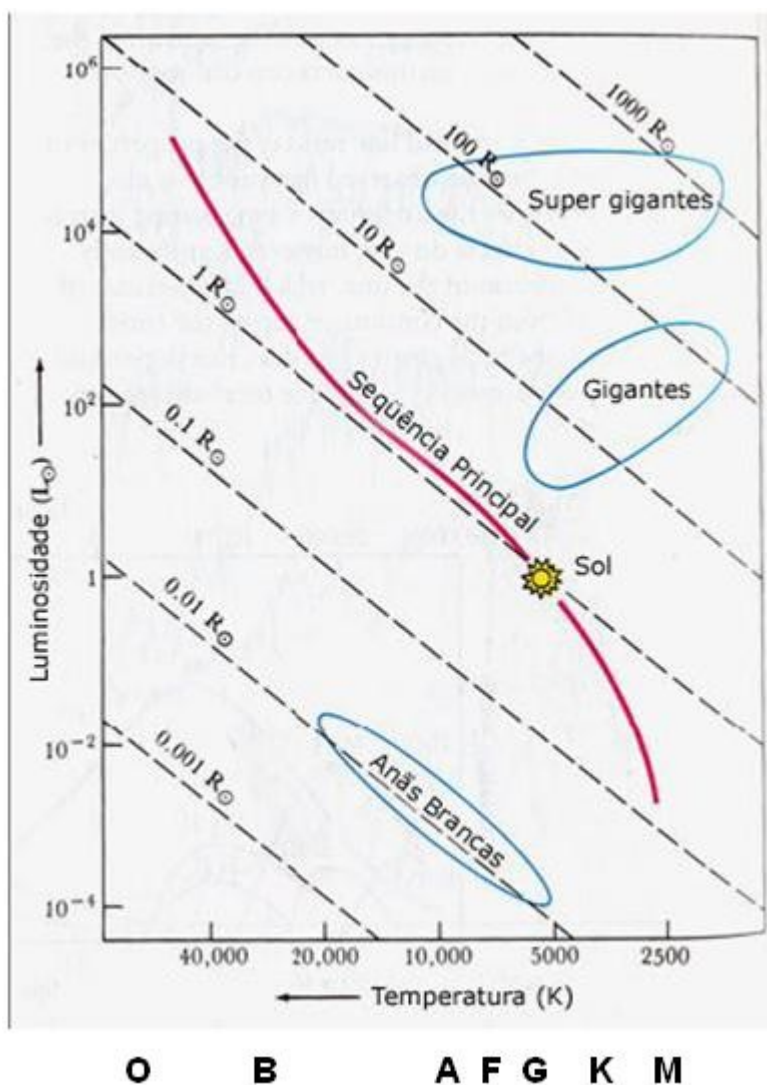
Classificação espectral	Cor	Temperatura (K)	Exemplos
O	azul a violeta	50000 - 28000	Naos (ζ Pup) Mintaka (δ Ori)
B	branca a azul	28000 - 10000	Rigel (β Ori) Spica (α Vir)
A	branca	10000 - 7500	Sírius (α CMa) Vega (α Lyr)
F	amarela a branca	7500 - 6000	Canopus (α Car) Procyon (α CMi)
G	amarela	6000 - 5000	Sol Capela (α Aur)
K	laranja	5000 - 3500	Arcturus (α Boo) Aldebaran (α Tau)
M	vermelha a laranja	3500 - 2500	Betelgeuse (α Ori) Antares (α Sco)

A quantidade de colisões capaz de ionizar ou excitar um gás depende da temperatura existente no seu interior. Deste modo, cada tipo espectral corresponde a um intervalo restrito de temperaturas da superfície das estrelas. Dependendo da temperatura, outras linhas produzidas por outros elementos também devem ser analisadas de um modo similar àquele das linhas do hidrogênio. Você agora pode sentir a importância da espectroscopia estelar: a observação dos espectros estelares associada à compreensão que hoje temos sobre os átomos fornece aos astrônomos informação sobre as condições físicas existentes nas atmosferas das estrelas. Além disso, a análise de linhas espectrais baseada na teoria atômica também fornece informações sobre a abundância dos elementos químicos nas estrelas. É desta forma que sabemos quais são os elementos que formam o nosso Sol.

Mas cuidado! É um erro comum acreditar que olhando para a cor de uma estrela podemos classifica-la. Não é bem assim. Na verdade a classificação de uma estrela se dá a partir da análise do seu espectro. Estudando atentamente as linhas que nele aparecem, os astrônomos são capazes de determinar os elementos químicos que a formam, a sua temperatura da superfície e, então, a sua cor.

Mas quais são as propriedades que caracterizam as estrelas? Em 1911 o astrônomo dinamarquês Ejnar Hertzsprung fez um gráfico relacionando a luminosidade de algumas estrelas observadas com as temperaturas que elas apresentavam. Neste gráfico, ficou claro que as estrelas não se distribuíam uniformemente, mas se agrupavam-se em

regiões bem definidas. Independentemente de Hertzsprung, o astrônomo norte-americano Henry Norris Russell fez, em 1914, o mesmo tipo de trabalho, com um outro grupo de estrelas, obtendo o mesmo resultado. A este tipo de gráfico relacionando a luminosidade de uma estrela com a sua temperatura damos o nome de diagrama Hertzsprung-Russell, ou, abreviadamente, diagrama HR.



Basta olhar para o diagrama HR para notar que ele não é uniformemente povoado. Como já dissemos, as estrelas se dispõem, preferencialmente, em certas regiões do diagrama. A maioria das estrelas está localizada ao longo de uma faixa diagonal, encurvada, que domina o diagrama HR. A esta região damos o nome de seqüência principal. As estrelas que estão localizadas nesta região são chamadas de estrelas da seqüência principal. Entretanto, existem outras regiões do diagrama HR onde há uma grande concentração de estrelas. Estas regiões abrigam certos tipos de estrelas que recebem a

denominação de estrelas gigantes, estrelas supergigantes e estrelas anãs brancas.

O diagrama HR é um dos mais importantes recursos para o entendimento do processo de evolução de uma estrela. Vamos olhar cuidadosamente para ele. Veja que no eixo inferior a temperatura está aumentando da direita para a esquerda. Ao mesmo tempo o eixo vertical do diagrama mostra luminosidades que aumentam à medida que subimos ao longo dele, com todos os valores mostrados como múltiplos da luminosidade do Sol (isto facilita a comparação das luminosidades). Observe que as estrelas da seqüência principal aparecem de várias formas. Temos estrelas com temperaturas baixas, cerca de 3.000 K (no canto inferior direito) e estrelas de altíssima temperatura, cerca de 25.000 K (no canto superior esquerdo). Vemos então que as estrelas da seqüência principal podem ter as mais variadas temperaturas, e correspondentes luminosidades, como mostrado pelo diagrama HR.

No entanto, quando olhamos para os agrupamentos das estrelas anãs brancas, das estrelas gigantes ou das estrelas supergigantes no diagrama HR, vemos que elas só são encontradas em intervalos muito mais restritos de temperatura e luminosidade. Por exemplo, você não verá estrelas anãs brancas 1.000 vezes mais luminosas que o Sol. Também não verá estrelas gigantes com temperaturas da ordem de 25.000 K. As estrelas gigantes são estrelas mais frias do que o Sol, embora sejam muito maiores e mais brilhantes do que ele. As estrelas anãs brancas são muito mais quentes do que o Sol, sendo, portanto, muito mais azuis do que ele. Ao mesmo tempo, as estrelas anãs brancas são menos luminosas do que o Sol e muito pequenas, muito menores que ele.

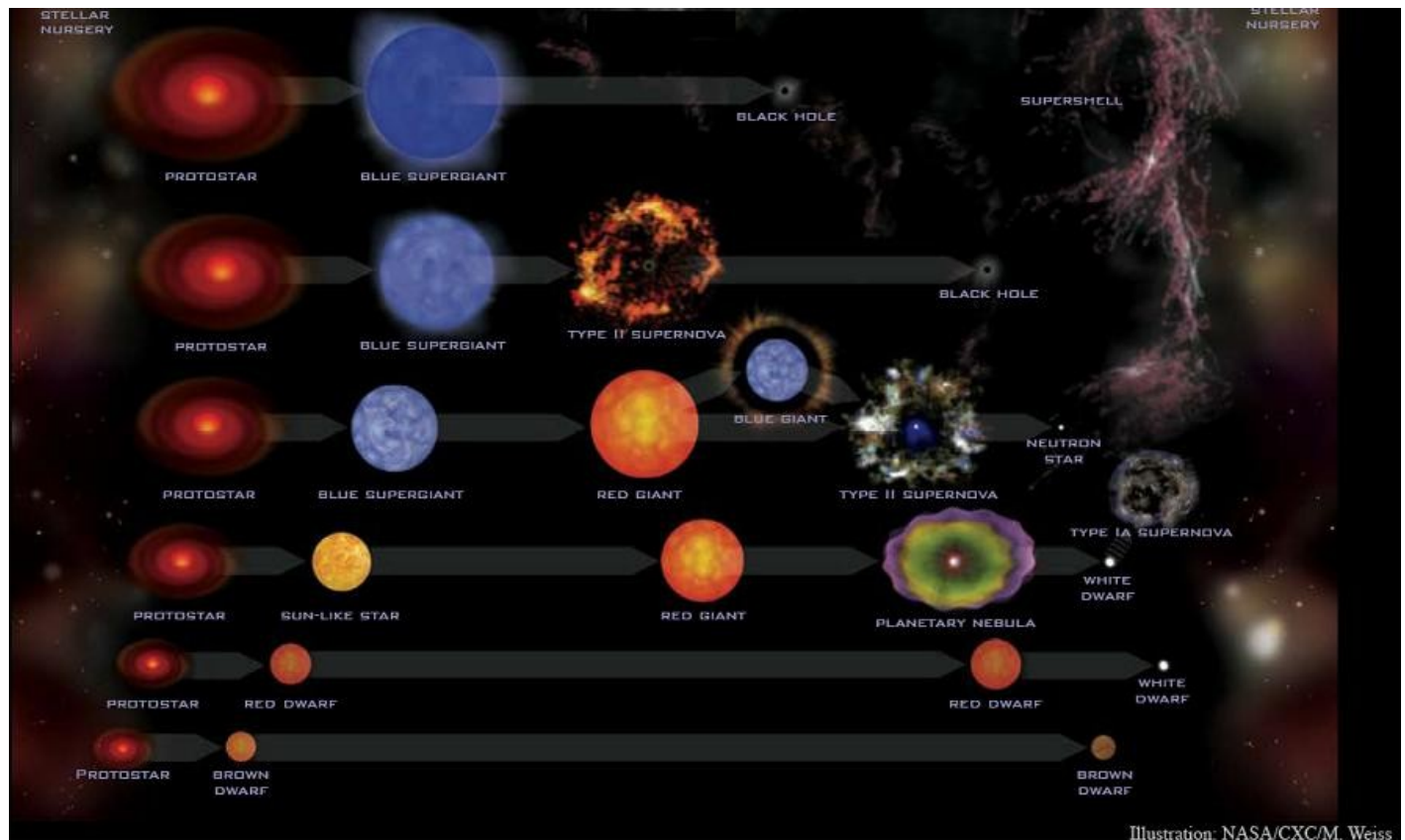
O diagrama HR está intimamente ligado ao processo de evolução das estrelas. Ele nos mostra as mudanças que ocorrem à medida que a estrela evolui. A maioria das estrelas que conhecemos fica situada na região que chamamos de seqüência principal. A razão para isto é muito simples. As estrelas passam a maior parte de suas vidas realizando a transformação de hidrogênio em hélio através dos processos nucleares que ocorrem no seu interior. A seqüência principal é a faixa que congrega todas as estrelas que estão nesta fase de suas vidas. Como este período é o mais longo na vida de uma estrela, é natural que encontremos a maior parte delas localizadas nesta faixa.

Após alguns milhões de anos as estrelas começam a sofrer mudanças essenciais na sua estrutura interna. Essas mudanças se apresentam como variações de tamanho, temperatura, e luminosidade. Quando isto acontece, as estrelas saem da seqüência principal e começam a se deslocar ao longo do diagrama HR. O destino final da estrela dependerá de

sua massa. Além disso, existe uma correlação direta entre a sua massa e a sua luminosidade: quanto mais massa tem uma estrela maior será a sua luminosidade. Esta relação importante entre massa e luminosidade nos mostra que a seqüência principal que aparece no diagrama HR é uma progressão tanto em massa como em luminosidade e temperatura da superfície.

Região do diagrama HR	Massa	Características da estrela
canto superior esquerdo	maior massa	estrelas azuladas, brilhantes e quentes
canto inferior direito	menor massa	estrelas avermelhadas, frias e fracas

Obviamente, as estrelas da seqüência principal que possuem luminosidades e temperaturas intermediárias também terão massas intermediárias. A relação massa-luminosidade desempenha um papel muito importante na evolução das estrelas, como resumido na figura abaixo (eixo horizontal: tempo; eixo vertical: massa). Estudando as diferentes estrelas, entendemos suas diferentes fases de desenvolvimento, assim como as rosas de um jardim.



Sugestões de consultas:

CHANDRA – Homepage com informações sobre o observatório de raios-X CHANDRA. Disponível em: <http://chandra.harvard.edu/edu/formal/stellar_ev/>. Acesso em 2 ago 2008.

GREF – Grupo de Reelaboração do Ensino de Física – Mecânica 4. São Paulo: USP, 2000.

MOORE, P. *Philip's Atlas of the Universe*. Journal of the British Astronomical Association. EUA: JBAA, 2005.

ON – Observatório Nacional. *Curso Astrofísica Estelar*. Rio de Janeiro: ON, 2007.

Evil-doer or Do-gooder: getting the Goods on Ozone. *The Technology Teacher*, Set 2008. Disponível em: <http://spaceplace.nasa.gov/en/educators/tes_spectroscope.pdf>. Acesso em: ago. 2009.

Apêndice

Montagem de um espectroscópio didático.

