

AS FERRAMENTAS DO ASTRÔNOMO

Antonio Mário Magalhães

A NATUREZA DA LUZ

A maioria esmagadora da informação que coletamos acerca do Universo chega-nos através da radiação luminosa que recebemos do espaço. Vamos tentar entender melhor este fenômeno.

Todos nós estamos familiarizados com o padrão de ondas que se expande quando jogamos uma pedra em um lago calmo. A luz também se propaga através de um movimento ondulatório, com a distinção fundamental de que ela não necessita de um meio material para se propagar (de outra forma, claro, não receberíamos a luz das estrelas e galáxias distantes). A luz, na verdade, é o resultado da propagação de campos elétricos e magnéticos.

Provavelmente, você já experimentou o fenômeno de ficar eletricamente carregado ao caminhar sobre um tapete ou ao pentear os cabelos. A tampa de uma caneta esferográfica eletrizada por atrito atrai um pedacinho de papel; isto pode ser expresso dizendo-se que a tampa cria um campo elétrico ao seu redor podendo atrair ou repelir uma partícula carregada, sem nenhum meio material entre os dois. Se uma partícula carregada é posta a oscilar, ela cria um campo elétrico variável que se propaga no espaço. O campo elétrico oscilante, na verdade, gera também um campo magnético que o acompanha (campo magnético é o que

circunda, por exemplo, um ímã e faz com que ele influencie uma bússola). A idéia de uma onda eletromagnética simples que se propaga no espaço poderia ser representada como na Figura 2.1. Como todos os efeitos ópticos são devidos ao campo elétrico, é em geral só dele que se fala quando se descreve uma onda.

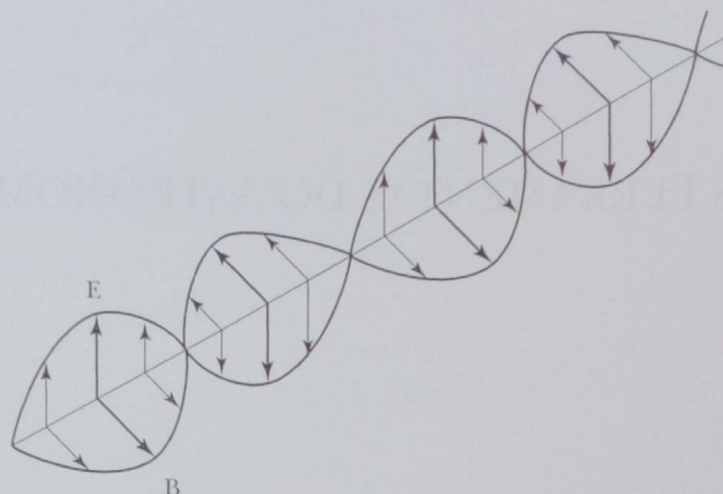


Figura 2.1. Uma onda eletromagnética que se propaga no espaço. As setas **E** representam o campo elétrico e as setas **B**, o campo magnético.

Toda radiação eletromagnética se propaga no vácuo com a mesma velocidade, a chamada velocidade da luz, que é de aproximadamente 300 000 quilômetros por segundo (km s^{-1}). A luz que nossos olhos percebem é somente uma pequena porção do espectro eletromagnético que abrange: rádio, infravermelho óptico, ultravioleta, raios X e raios γ (gamma) (Tabela 2.1; Figura 2.2). Estas formas de radiação diferem entre si no seu *comprimento de onda*, λ , ou seja, a distância entre uma crista de onda e outra (Figura 2.3). Por exemplo, os comprimentos de onda que sintonizamos os rádios em AM estão entre 200 m e 500 m. Os comprimentos de onda na região visível do espectro são relativamente bem mais curtos, entre 0,0000004 m e 0,0000007 m (ou seja, entre 0,4 microns (μm) e 0,7 μm na Figura 2.2), com os raios X e γ caracterizados por comprimentos ainda mais curtos. Frequentemente, usamos uma unidade de medida chamada *ângstrom*, com símbolo Å :

$$1 \text{ Å} = 0,0000000001 \text{ m} = 10^{-10} \quad (2.1)$$

O intervalo da luz visível está, assim, entre 4 000 Å e 7 000 Å . A frequência, ν , é a velocidade da luz dividida pelo comprimento de onda:

$$\nu = c/\lambda \quad (2.2)$$

Tabela 2.1. (J: janela, P: transmissão parcial, A: absorção atmosférica)

λ	ν	$E = h \nu$	nome		obs.
10^{-5} A		1,24 GeV		P	
10^{-4} A		124 MeV	raios γ	P	
10^{-3} A		12,4 MeV		P	
10^{-2} A	3×10^{20} Hz	1,24 MeV		P	
10^{-1} A		124 keV		A	duros
1 A		12,4 keV	raios X	A	
10 A	3×10^{17} Hz	1,24 keV		A	moles
10^2 A		124 eV		A	distante
10^3 A	3×10^{15} Hz	12,4 eV	ultravioleta	A	próximo
10^4 A = $1 \mu\text{m}$	3×10^{14} Hz	1,24 eV	visível	J	
$10 \mu\text{m}$				P	próximo
$10^2 \mu\text{m}$		infravermelho		P	distante
$10^3 \mu\text{m} = 1 \text{ mm}$	300 GHz			P	radar
10 mm = 1 cm	30 GHz		milimétrica	P	
10 cm	3 GHz			J	UHF
$10^2 \text{ cm} = 1 \text{ m}$	300 MHz			J	FM
10 m	30 MHz			J	curtas
10^2 m	3 MHz		rádio	P	
$10^3 \text{ m} = 1 \text{ km}$	300 kHz			A	longas
10 km	30 kHz			A	
10^2 km	3 kHz			A	
10^3 km	300 Hz			A	

A unidade de ν é o Hertz (Hz). Para obter ν , devemos lembrar que, se c estiver em m/s, λ deverá estar em m. Verifique alguns valores de ν da Tabela 2.1. Note que podemos qualificar a radiação indistintamente pelo seu comprimento de onda ou pela sua freqüência.

A luz pode ser considerada, ao invés de uma onda, também como constituída por partículas de luz chamadas fótons. Cada fóton de luz carrega uma quanti-

dade energia $E = h\nu = hc/\lambda$, onde h é a constante de Plank que vale $6,625 \times 10^{-34}$ joules. Esta energia também está indicada na Tabela 2.1, expressa em múltiplos de elétron-volts (eV), onde $E(eV) = 1,24 \times 10^4/\lambda(\text{Å})$.

É costume expressar a região espectral de observação em eV para raios X e γ , Å ou μm do ultravioleta ao visível e unidades de freqüência em ondas milimétricas e em rádio.

Para apreciar quão rápido a luz viaja, se pudéssemos viajar a $300\,000\text{ km}^{-1}$, poderíamos dar mais do que 7 voltas ao longo do equador da Terra em 1 segundo. A esta velocidade, a luz se propaga $300\,000 \times 60\text{ km}$ em um minuto, $300\,000 \times 60 \times 60\text{ km}$ em uma hora, $300\,000 \times 60 \times 60 \times 24\text{ km}$ por dia e $300\,000 \times 60 \times 60 \times 24 \times 365,25\text{ km}$ em um ano. Ou seja, a luz propaga quase 9,5 trilhões de km em um ano – esta distância é chamada de um *ano-luz*. A estrela mais próxima da Terra se encontra a 4,3 anos-luz de nós (capítulo 1). Assim, podemos fazer uma importante constatação: quando observamos esta estrela, por exemplo, estamos tendo informação de como ela era há mais de 4 anos atrás. O mesmo raciocínio se aplica, naturalmente, aos demais componentes do Universo.

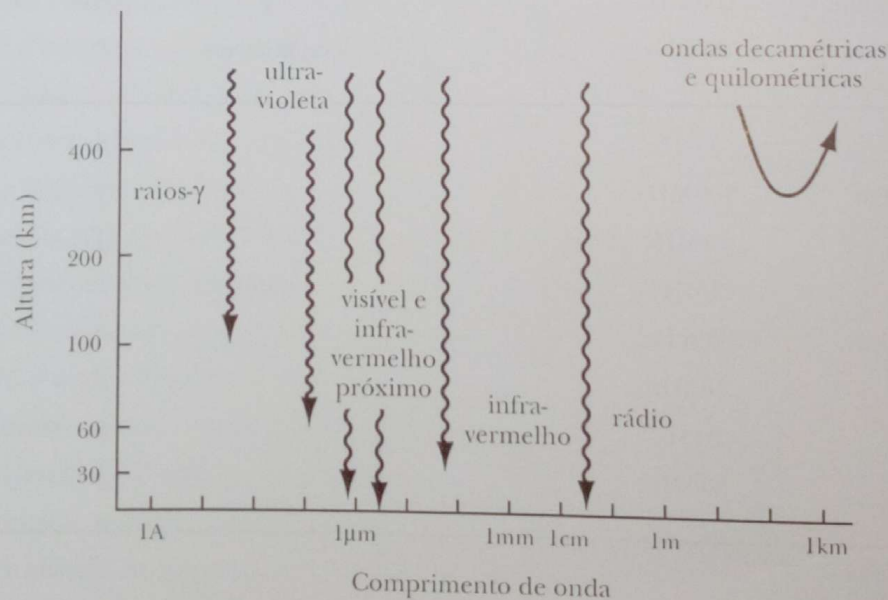


Figura 2.2. A absorção da atmosfera ao longo do espectro eletromagnético.

Uma unidade de medida ou distância muito popular entre os astrônomos é o *parsec*, que vale 3,26 anos-luz.

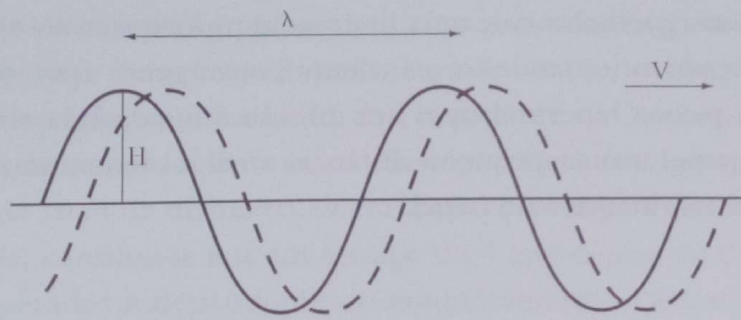


Figura 2.3. O comprimento de onda, λ , de uma onda que se move com velocidade v .

Por que a maior parte de nossas observações concentra-se na região visível do espectro? Inicialmente, é porque é aí que o olho humano é mais sensível, resultado da acomodação biológica ao longo da nossa evolução, já que é neste campo que o Sol emite a maior parte de sua radiação. Mas é também importante notar que a atmosfera terrestre age como um grande filtro, deixando chegar à superfície radiação somente nas regiões do visível, parte do infravermelho próximo e parte do rádio (comprimentos de onda maiores que 1 cm – Figura 2.2). Um grande esforço na astronomia atual tem como objetivo justamente o lançamento de telescópios orbitais para termos acesso às regiões espectrais inacessíveis da superfície da Terra.

TELESCÓPIOS

O telescópio é de longe o mais importante instrumento que o astrônomo tem (Atlas, imagem 33). Sua principal função é coletar tanta radiação quanto possível e trazê-la a um foco. Outros instrumentos são então colocados próximos a este foco para registrar e medir de várias formas a radiação coletada.

Tanto uma lente quanto um espelho curvo podem trazer a radiação a um foco. Quando a radiação passa de uma substância para outra, por exemplo, do ar para o vidro, muda sua direção, fenômeno conhecido como *refração*; assim, dando-se uma forma exata a uma lente, ela refratará a luz incidente trazendo-a a um foco. Um telescópio que usa uma lente como coletor de luz é chamado de *refrator*. Um espelho curvo também pode fazer a luz convergir a um foco através da *reflexão* desta luz; ele é o principal elemento num telescópio *refletor* (Figura 2.4). Nos telescópios refletores, em geral, espelhos adicionais são colocados para trazer a luz a um foco mais conveniente. Note que as imagens assim formadas

são bastante reais, no sentido de que, colocando-se um anteparo no plano focal de uma lente ou espelho curvo, uma imagem será formada no anteparo. Isto pode ser verificado orientando-se uma lente convergente (por exemplo, um óculos de uma pessoa hipermetrópe) em direção a uma janela e segurando-se uma folha de papel a uma pequena distância atrás da lente; uma imagem da janela iluminada formar-se-á no papel.

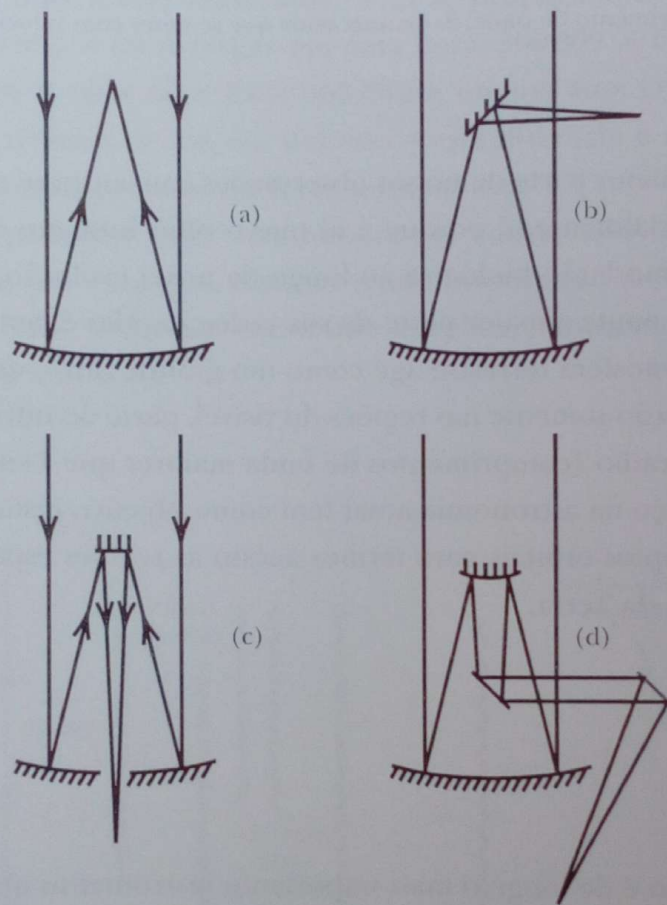


Figura 2.4. Representação esquemática da luz incidindo no espelho curvo de um telescópio refletor (a). Espelhos adicionais são colocados para trazer a luz a um foco mais conveniente (b, c e d).

Também é importante notar que todo telescópio possui uma certa montagem que permite ao astrônomo apontá-lo em várias direções. Faz parte desta montagem um motor que, depois que o astrônomo aponta o telescópio, gira lentamente o mesmo para “acompanhar” o objeto em estudo, evitando que o movimento aparente da esfera celeste faça-o sair do campo de visão do telescópio.

A maioria dos objetos astronômicos são luminosamente débeis, o que faz com que o astrônomo queira seu telescópio (ou seja, seu elemento coletor) tão

grande quanto possível para coletar mais radiação. Existem limitações de ordem técnica para se obter lentes grandes, de forma que todos os grandes telescópios do mundo são, sem exceção, refletores. Para ilustração, dentre os telescópios ópticos, o maior refrator no mundo tem uma lente de 1 m de diâmetro, enquanto que os de maiores refletores, os telescópios Keck em operação no Hawaii, têm espelho de 10 m de diâmetro. O europeu Very Large Telescope (VLT), no norte do Chile, constitui-se em um arranjo de 4 telescópios de 8 m cada e que podem ser operados independente ou conjuntamente. Para se construir um espelho para um telescópio óptico, sua superfície deve ser de alta qualidade por causa do pequeno comprimento de onda da radiação a ser recebida, como vimos acima. Por outro lado, um *radiotelescópio* para coletar radiação com comprimento de onda de 1 m, digamos, pode ter irregularidades de 1 cm de tamanho sem nenhum problema, de forma que é bem mais fácil construir-se radiotelescópios bem grandes; o maior radiotelescópio do mundo, o de Arecibo, tem 300 m de diâmetro (Atlas, imagem 34).

A astronomia óptica continua progredindo a passos largos. O uso de uma técnica, denominada de Óptica Adaptativa, permite que os telescópios de solo possam corrigir os efeitos nocivos da turbulência atmosférica nas suas imagens. Graças a essa técnica, tanto os Keck quanto o VLT têm resolução angular maior que o telescópio espacial Hubble, por exemplo, pelo menos no infravermelho próximo. Além disso, estão em planejamento novos grandes telescópios. Um deles será a nova geração do telescópio espacial, que terá 6 m de diâmetro. Em terra, a próxima década poderá ver telescópios gigantes, atualmente em estudos, como o de 30 m (!) da Califórnia, o California Extremely Large Telescope, ou CELT, e o de 100 m (!!) europeu, o Overwhelmingly Large Telescope, ou OWL.

IMAGENS E FOTOMETRIA

Como vimos, um telescópio é um coletor de luz que forma a imagem de um objeto no seu plano focal. É esta imagem que os astrônomos vão armazenar com seus detectores para posterior estudo.

O detector mais antigo, naturalmente, é o olho humano, altamente sofisticado. Ele tem um sistema de duas lentes, a córnea e o cristalino, que formam uma imagem sobre uma superfície interna e sensível à luz, a retina no fundo do globo ocular. A retina é, na verdade, um conjunto de milhares de terminações de nervos, os cones e os bastonetes. Os bastonetes são mais sensíveis à luz que os cones, predominam na periferia da retina e não têm percepção de cores. Depois de 20 a 40 minutos na escuridão, os bastonetes possibilitam uma sensibilidade

máxima a baixos níveis de luz. Os cones, por sua vez, predominam na região mais central do olho, são responsáveis pela percepção das cores e são muito menos sensíveis que os bastonetes. Reflita a respeito da função dos cones e bastonetes e entenda por que a expressão: “à noite, todos os gatos são pardos” é verdadeira.

Para observações visuais com um telescópio, é necessário colocar-se uma ocular (que é um conjunto de lentes com uma distância focal pequena) próxima ao foco do telescópio. A ocular serve como uma lente de aumento para se examinar a imagem formada no plano focal, tornando-a aparentemente maior. Hoje em dia, os astrônomos frequentemente *não* olham através dos telescópios, principalmente porque pode-se empregar detectores mais sensíveis que o olho, inclusive para detectar radiação (por exemplo, infravermelha) ao qual ele não é sensível. Naturalmente, a observação visual pode ser interessante ainda que possa não vir a ser útil cientificamente.

Na Astronomia existe uma tradição de se expressar o brilho das estrelas em magnitudes. As estrelas mais brilhantes que vemos a olho nu possuem magnitude 1, enquanto que aquelas mais fracas, que apenas conseguimos discernir, numa noite sem Lua, longe das cidades e com tempo bom, têm magnitude ao redor de 6. Esta escala é logarítmica, ou seja, uma estrela de magnitude dois é um certo número de vezes mais fraca que uma de magnitude 1; uma de magnitude 3 é esse mesmo número de vezes mais fraca que uma de magnitude 2 etc. Uma estrela de magnitude 6 é 100 vezes menos brilhante que uma de magnitude 1. A razão de brilho entre duas estrelas que tenham uma diferença de magnitude de 1, por exemplo, deve então ser tal que essa razão elevada à 5ª potência ($5 = 6 - 1$) deve ser 100. Essa razão é de aproximadamente 2,512 (pois, $2,512^5 = 2,512 \times 2,512 \times 2,512 \times 2,512 \times 2,512 = 100$).

Esse sistema logarítmico de brilho tem suas vantagens. Por exemplo, a diferença de brilho entre duas estrelas de magnitudes 16 e 15 (e portanto invisíveis a olho nu) é 2,512; uma galáxia de magnitude 22 é 100 vezes menos brilhante que uma de magnitude 17, e assim por diante. O olho humano recebe cerca de 200 fótons por segundo de luz visível de uma estrela de magnitude 6, que é o limite de detecção do olho humano. Esses fótons são coletados pela pupila do olho que, quando se adapta à escuridão, tem 7mm de diâmetro. Assim, se usarmos um telescópio de 70mm de diâmetro, nossa área coletora será $(70/7)^2 = 100$ vezes maior. Detectaríamos, então, 100 vezes mais fótons e seríamos capazes de enxergar estrelas cinco magnitudes mais fracas que o limite a olho nu, ou seja, poderíamos ver objetos de magnitude 11 ($= 6 + 5$).

Modernamente, o detector mais usado na Astronomia óptica e ultravioleta é o que chamamos de CCD (do inglês *Charge Coupled Device*). Assim como o olho, o CCD compõe-se de um conjunto de detectores individuais, mas que são dispostos em forma de uma matriz ou rede. Por exemplo, um dos CCDs mais usa-

dos é feito de um conjunto quadrado de 1 024 por 1 024 detectores individuais, ou píxeis, cada um medindo algo em torno de 0,02 mm. Ou seja, este CCD tem mais de 1 milhão (ou seja, $1\,024 \times 1\,024$) e sua área sensível tem um tamanho físico aproximado de 2×2 cm.

Como funciona um CCD? Cada um destes pequenos sensores agrupados é feito em sua maior parte de silício, um elemento sensível à luz. Quando uma partícula de luz, ou seja, um fóton é absorvido pelo píxel, uma carga elétrica (um fotoelétron) é gerada e fica armazenada no mesmo píxel. Depois de um certo tempo, durante o qual o obturador da câmara CCD fica mantido aberto, os píxeis onde caíram mais luz possuem uma carga elétrica maior. O CCD, então, é lido por um computador, que armazena na memória um número proporcional à carga de cada píxel e que mostra a imagem na tela de vídeo. Por exemplo, um píxel que recebeu pouca luz vai ter um número baixo de intensidade, de algumas unidades talvez, enquanto que os píxeis que receberam mais luz terão talvez um número de 10 000 ou mais, digamos. Depois, de volta ao observatório, com um outro computador poderemos reconstruir e processar a imagem, que geralmente é armazenada em unidades de disco, fita magnética ou CD. Para reduzir o número de cargas geradas internamente pelo próprio CCD na ausência de luz, ele é normalmente operado a baixas temperaturas como, por exemplo, -150°C , que são conseguidas refrigerando-se o CCD com nitrogênio líquido. Ou seja, *um pouquinho* mais frio que os CCDs das videocâmeras que registram batizados e casamentos...

Qual a vantagem do CCD com respeito ao olho humano ou mesmo com respeito à placa fotográfica? Em primeiro lugar, a sensibilidade do CCD é muito maior que a dos outros dois detectores, olho e placa fotográfica. Por exemplo, enquanto uma placa fotográfica registra, digamos, 1 em cada 100 fótons que chegam da estrela ou galáxia, um CCD pode registrar até 80 de cada 100 fótons que chegam! Além disso, a imagem já fica registrada de forma digital, de modo que os astrônomos podem processá-la e extrair dela a informação de interesse acerca do objeto em estudo.

Uma das informações importantes a ser extraída acerca de um objeto é seu brilho. Quando se deseja medir o brilho de uma estrela, por exemplo, toma-se uma imagem da mesma com um CCD e compara-se o número de fotoelétrons gerados pela estrela (e armazenado na imagem) com uma imagem de uma estrela chamada padrão, que já teve sua magnitude determinada anteriormente. Em geral, a magnitude dos objetos é medida em várias cores utilizando-se filtros coloridos colocados antes do CCD. Por exemplo, o sistema de magnitudes mais usual usa três filtros: um para luz visível, ou amarela, denominado V; outro para o azul, B (*blue*) e outro chamado U (ultravioleta). Como veremos adiante, comparando-se quanto uma estrela emite em cada um destes filtros pode-se determinar, por exemplo, sua temperatura superficial.

É difícil estimar-se o impacto que os CCDs tiveram na Astronomia atual. Na verdade, sua habilidade como detectores quase ideais faz com que o tamanho efetivo dos telescópios seja aumentado significativamente. Com o pequeno telescópio de 60 cm do Instituto Astronômico e Geofísico da Universidade de São Paulo, por exemplo, uma exposição de apenas 5 minutos pode registrar galáxias e quasares de magnitude 18, ou seja, objetos 50 000 vezes mais débeis que as estrelas mais fracas vistas a olho nu. O telescópio espacial Hubble, em parte por estar acima da atmosfera, pode chegar a magnitudes maiores que 30 (!) em exposições de dezenas de horas.

ESPECTROSCOPIA

Um instrumento astronômico bastante importante, depois do telescópio em si, é o *espectrógrafo*. Como o nome sugere, ele é usado para se obter o espectro de objetos, ou seja, determinar como a luz emitida por uma fonte (uma estrela, digamos) está distribuída ao longo dos vários comprimentos de onda. Um exemplo dessa decomposição de cores na natureza é o arco-íris, que é a separação da luz do Sol nas várias cores do espectro visível por gotas de água na atmosfera. O mesmo efeito pode ser conseguido com um prisma.

A Figura 2.5 mostra as partes principais de um espectrógrafo. A luz de uma estrela, no plano focal do telescópio, passa por uma fenda e por uma lente denominada colimadora, que faz com que os raios estejam paralelos ao passarem, em seguida, pelo prisma. A luz, decomposta em suas várias cores, é en-

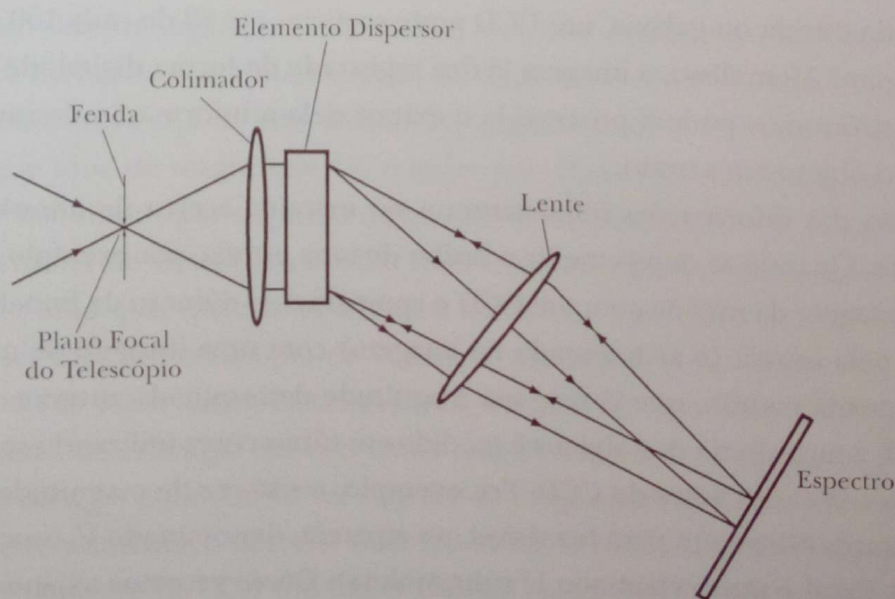


Figura 2.5. Representação esquemática de um espectrógrafo.

tão focalizada sobre um CCD. Assim, o espectro se constitui de uma série de imagens da fenda iluminada pela luz da estrela, cada qual representando um comprimento de onda ligeiramente diferente.

Existem diferentes tipos de espectros na natureza. Um sólido ou líquido aquecido ou ainda um gás a alta pressão, emitem um *espectro contínuo*, isto é, luz com todos os comprimentos de onda. A *forma* do espectro, isto é, em que região espectral o corpo emite predominantemente mais luz, depende só da *temperatura* deste corpo. Quanto mais quente, o corpo emite luz de comprimentos de onda cada vez menores (Figura 2.2). Por exemplo, o corpo humano emite luz infravermelha. Podemos também sentir com as mãos a emissão infravermelha de um ferro de passar roupa aquecido. Se aquecermos uma barra de ferro gradativamente, deixamos de apenas *sentir* a radiação infravermelha para *ver* primeiro o tom rubro depois avermelhado, laranja etc., à medida que a temperatura do ferro aumenta. Analogamente, uma estrela bem mais quente que o Sol parecerá azulada enquanto que uma bem mais fria parecerá avermelhada.

Além disso, uma estrela azul emite mais energia radiante por cm^2 de sua superfície que uma estrela vermelha.

Devemos sempre lembrar que da superfície da Terra só podemos observar a região óptica e infravermelha próxima e a região em rádio. Para observarmos o Universo em outros comprimentos de onda, devemos lançar sondas ou satélites que se situem acima da maior parte da atmosfera, como é o caso de satélites que investigam as regiões do infravermelho longínquo, ultravioleta, X e λ do espectro.

Já um gás a baixa pressão, e que é de alguma forma excitado (por uma descarga elétrica, digamos), emite um espectro de linhas brilhantes denominado *espectro de linhas de emissão* (Figura 2.6a), com comprimentos de onda bem definidos, característicos do elemento químico que compõe o gás. Como exemplo, poderíamos citar uma lâmpada fluorescente ou um luminoso de neon. Se passarmos luz com um espectro contínuo através de um gás mais frio, observaremos que o gás somente absorverá luz de determinados comprimentos de onda (na verdade, nos mesmos comprimentos de onda que ele produziria em emissão), produzindo um *espectro de linhas de absorção* (Figura 2.6b). Um exemplo desse espectro de linhas de absorção é o espectro da maioria das estrelas, entre elas o Sol. Isto acontece porque os gases mais frios e tênues da atmosfera da estrela envolvem um gás mais denso e quente interior. Resumindo, o espectro de uma estrela em geral é contínuo, cuja forma depende da temperatura, entremeado de linhas de absorção que dependem dos elementos químicos existentes em sua atmosfera.

Estes três tipos de espectro:

- Gás de alta densidade, sólidos e líquidos → espectro contínuo.
- Gás de baixa densidade excitado por uma fonte → linhas de emissão.
- Gás de baixa densidade à frente de uma fonte → linhas de absorção.

definem as chamadas leis de Kirchoff, elaboradas em meados do século passado.

Além da temperatura, da composição química e do estado físico da matéria (no Universo, a maior parte da matéria se encontra no estado gasoso), o espectro de um objeto também pode dizer-nos algo acerca do *movimento* deste objeto através de um efeito denominado *efeito Döppler*. Suponha que uma locomotiva, apitando e produzindo o som de uma dada nota (isto é, de um dado comprimento de onda) se aproxima de você (que, por razões de segurança, se encontra fora dos trilhos). Você ouvirá uma nota mais aguda, uma vez que as cristas de onda (Figura 2.3) ocorrem mais próximas umas das outras do seu ponto de vista, diminuindo o comprimento de onda percebido por você. Analogamente, quando a locomotiva se afasta, você escuta uma nota mais grave, porque você observa um comprimento de onda maior. O mesmo efeito ocorre com as ondas eletromagnéticas. O comprimento de onda de uma dada linha espectral de uma estrela ou galáxia parecerá deslocado (comparando com uma fonte de laboratório em repouso) para o azul (ou vermelho) se ela estiver se aproximando (ou afastando) de nós. Medindo-se este deslocamento, podemos obter a velocidade de aproximação ou recessão do objeto. Dessa forma, os astrônomos descobriram que quanto mais distante a galáxia ou quasar maior era o deslocamento para o vermelho de espectro observado: vivemos em um Universo em expansão (capítulo 1).

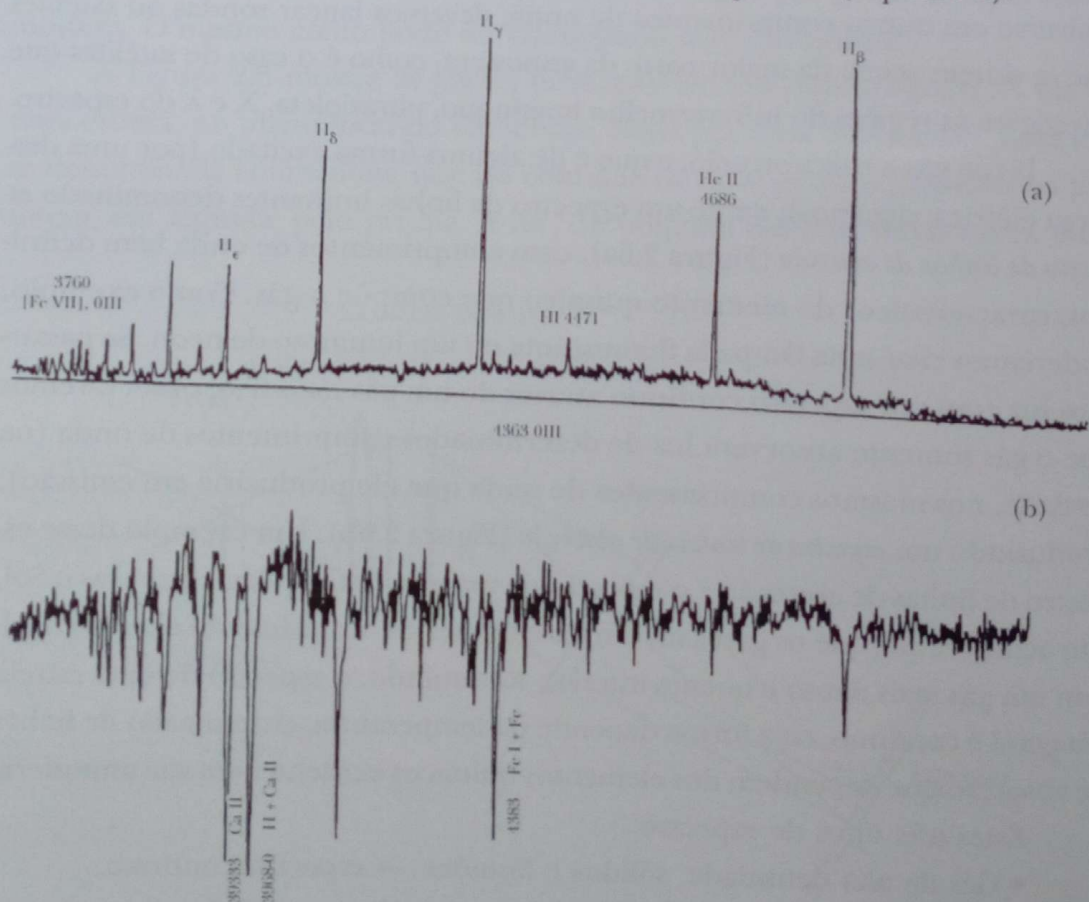


Figura 2.6. (a) Exemplo de um espectro estelar com linhas de emissão superpostas ao espectro contínuo; (b) Exemplo de um espectro estelar com linhas de absorção superpostas ao espectro contínuo.