

Espectro solar e manchas solares

Alexandre Costa, Beatriz García, Ricardo Moreno

União Astronómica Internacional, Escola Secundária de Loulé (Portugal),
Universidade Tecnológica Nacional (Mendoza, Argentina), Colégio Retamar
(Madrid, Espanha)

Resumo

Esta oficina é uma aproximação teórica e prática acerca do espectro da luz do Sol, útil para o ensino secundário. As experiências são apropriadas para os ensinos básico e secundário.

O Sol é a principal fonte de quase todos os comprimentos de onda de radiação. No entanto, como a nossa atmosfera possui uma alta absorção em quase todos os comprimentos de onda não visíveis, apenas são considerados as experiências no espectro visível, parte do espectro que está presente na vida quotidiana dos estudantes. Para as experiências em regiões não visíveis, consulte a oficina correspondente.

Em primeiro lugar apresentamos a teoria, seguida por demonstrações experimentais de todos os conceitos desenvolvidos. Estas atividades são simples experiências que os professores podem reproduzir nas aulas introdutórias sobre temas como a polarização, a extinção, a radiação de corpo negro, o espectro contínuo, a linha do espectro, o espectro de absorção (por exemplo, a luz solar) e as linhas de Fraunhofer.

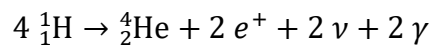
São discutidas as diferenças entre a superfície de emissão solar comum e as emissões das manchas solares. Também é mencionada a evidência da rotação solar e de que forma podem ser utilizados em projetos escolares.

Objetivos

- Compreender o que é o espectro solar.
- Compreender o espectro do Sol.
- Compreender o que são as manchas solares.
- Compreender a importância histórica das manchas solares nos trabalhos de Galileu acerca do Sol.
- Estudar alguns aspetos da luz: polarização, dispersão, etc.

A Radiação Solar

A energia solar é criada no interior do Sol, numa região denominada núcleo, onde a temperatura chega aos 15 milhões de graus e a pressão é altíssima. As condições de pressão e temperatura do núcleo costumam permitir reações nucleares. Na principal reação nuclear que ocorre no núcleo do Sol, quatro prótons (núcleos de hidrogénio) são transformados em partículas alfa (núcleos de hélio), gerando também dois positrões, dois neutrinos e dois fótons gama, de acordo com a equação:



A massa resultante é menor que a dos quatro prótons juntos. Esta perda de massa, segundo a equação de Einstein, implica uma geração de energia.

$$E = m c^2$$

A cada segundo 600 milhões de toneladas de hidrogênio são transformados em hélio, mas há uma perda entre 4 e 5 milhões de toneladas que são convertidas em energia. Ainda que possa parecer uma perda muito grande, a massa do Sol pode funcionar do mesmo modo durante bilhões de anos.

A energia produzida no interior seguirá um longo percurso até chegar à superfície do Sol.

Depois de emitida pelo Sol, essa energia propaga-se através do espaço a uma velocidade de 299 793 km/s sob a forma de radiação eletromagnética.

A radiação eletromagnética pode apresentar comprimentos de onda ou frequências que geralmente estão agrupadas em diferentes regiões como se mostra na figura 1.

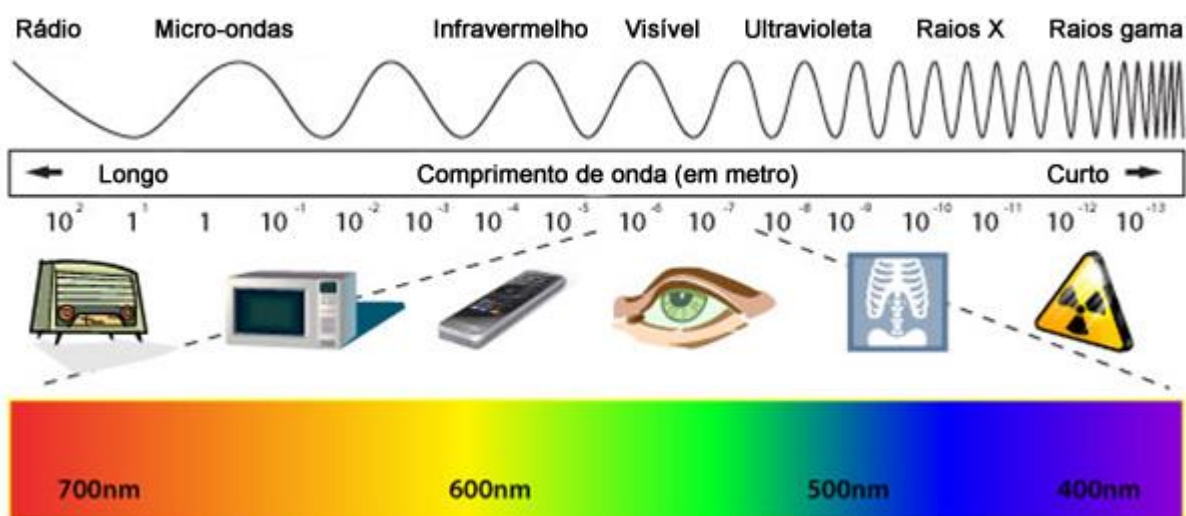


Fig. 1: O espectro eletromagnético.

A frequência, ν , o comprimento de onda, λ , e a velocidade da luz, c , estão relacionadas entre si pela expressão:

$$c = \lambda \nu$$

Apesar do Sol ser uma fonte importante de muitos comprimentos de onda, iremos estudar a radiação solar usando o espectro visível. À exceção das frequências de rádio e pequenas bandas em infravermelho ou ultravioleta, os comprimentos de onda da luz visível são aquelas para as quais a nossa atmosfera é transparente e não precisamos de aparelhos sofisticados para as visualizar. Portanto, são as melhores para a experimentação em sala de aula.

Polarização da Luz

Uma radiação eletromagnética perfeita e linearmente polarizada possui um perfil igual ao apresentado na figura 2.

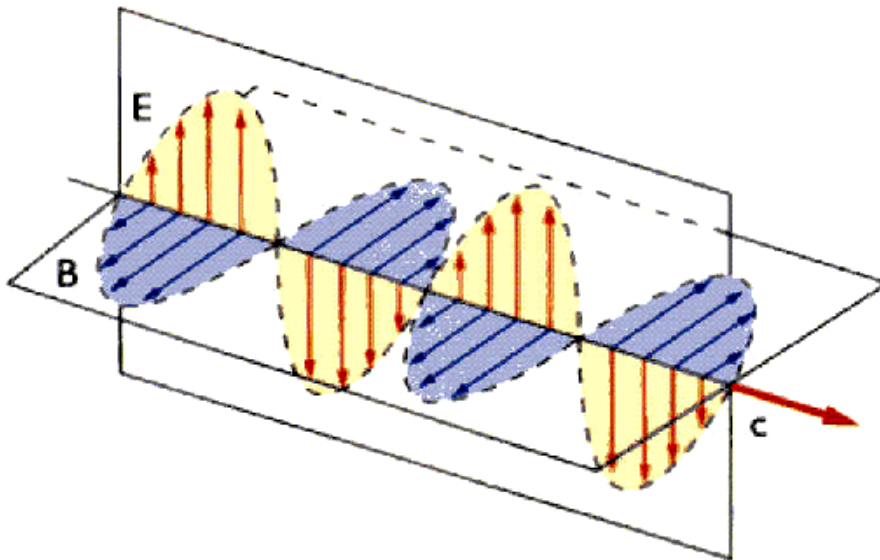


Fig. 2: Luz polarizada.

A luz do Sol não possui nenhuma direção de vibração privilegiada, ainda que possa ser polarizada ao ser refletida sob um determinado ângulo ou quando passa por determinados filtros, denominados polarizadores.

A luz, ao passar por um desses filtros (figura 3), vibra apenas num plano. Se for inserido um segundo filtro, podem ocorrer duas coisas: quando os dois filtros têm orientações de polarização paralelas, a luz passa através deles (figura 4a); se estão perpendiculares, a luz que passa pelo primeiro filtro é bloqueada pelo segundo (figura 3) e os filtros escurecem (figura 4b).

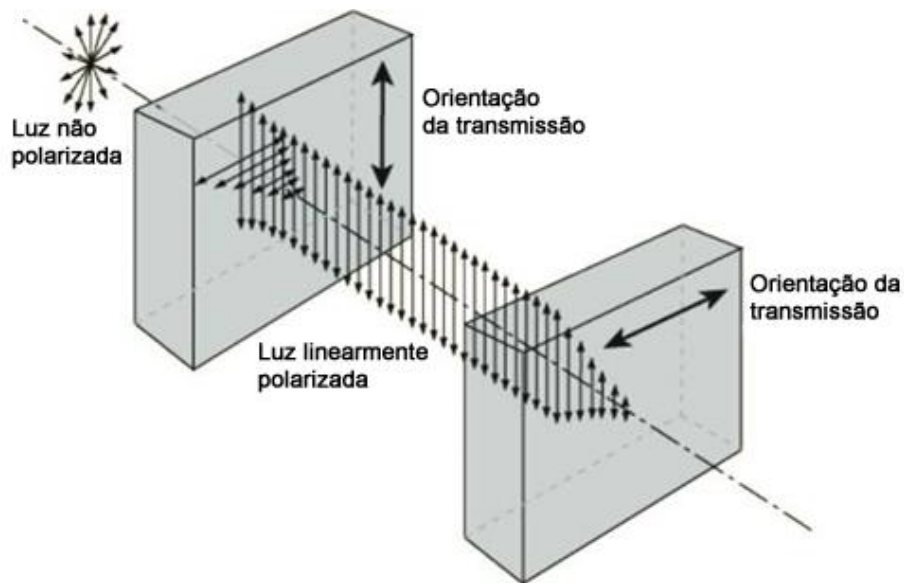


Fig. 3: Quando os dois filtros possuem uma orientação de transmissão perpendicular, a luz que passa no primeiro é bloqueada pelo segundo.

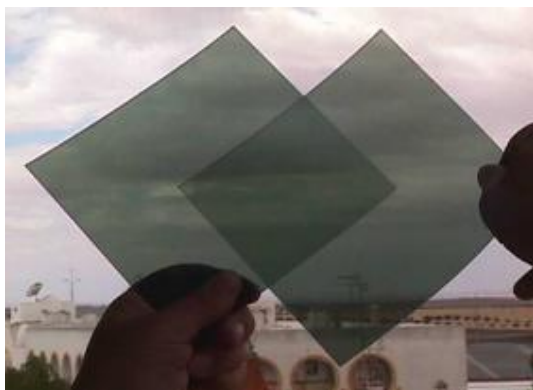


Fig. 4a: Se os filtros possuem a mesma orientação, a luz passa através deles.

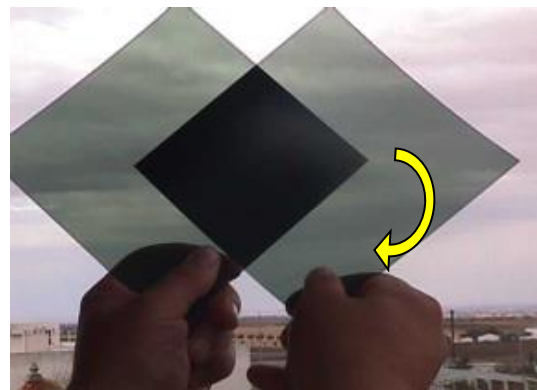


Fig. 4b: Se um dos filtros for girado 90°, a luz fica bloqueada.

Muitos óculos de sol possuem polarizadores para filtrar a luz refletida, abundante na neve ou no mar, e que costuma estar polarizada (figuras 5a e 5b). Os filtros polarizadores também são usados em fotografia para eliminar alguns reflexos e deixar o céu mais escuro.



Fig. 5a e 5b: Luz refletida, fotografada com e sem filtro polarizador.

Atividade 1: Polarização da Luz

Para realizar esta atividade com filtros polarizadores, cortamos pela ponte do nariz as duas partes dos óculos 3D incolores (os óculos 3D verdes/vermelhos não servem para esta experiência). Podemos fazer a experiência das figuras 4a e 4b com ambos os filtros. Também é possível usar óculos de sol que sejam polarizados, ou óculos 3D, e orientá-los para verificar a polarização, sem ter que os quebrar em duas partes.

Muitos óculos de sol tem polarizadores para filtrar a luz e os ecrãs LCD de computadores e de televisão (não as de plasma) emitem luz polarizada. É possível comprovar estas factos olhando o ecrã de um computador portátil com óculos de sol polarizados e inclinar a cabeça: se possuírem polarizadores, num determinado ângulo observa-se o ecrã negro.

Quando a luz polarizada atravessa certos plásticos e vidros, a sua superfície gira um pouco no momento em que a luz vibra. Se forem observados com óculos de sol polarizados, irão ser observadas diferentes cores.

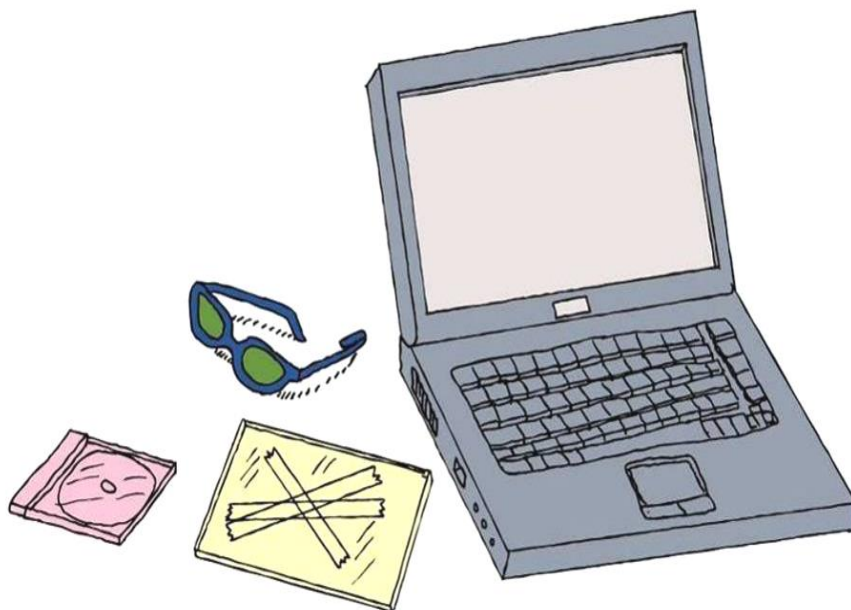


Fig. 6: A luz do ecrã TFT de um computador é polarizada, e a fita adesiva gira o ângulo de polarização. São observadas cores se for vista com óculos de sol polarizados.

Num vidro (pode ser de um moldura de fotos) colamos vários pedaços de fita adesiva, de tal forma que num dos locais tenha três camadas de fita uma em cima da outra, noutra parte duas e noutra apenas uma (figura 6). Numa televisão, ou computador com tela TFT, colocamos uma imagem que tenha a maior parte branca, por exemplo, um documento em branco de um processador de texto. Colocamos o vidro à frente do ecrã e olhamos através dos óculos de sol polarizados. Se giramos o vidro observaremos a fita adesiva de diferentes cores. No lugar do vidro podemos olhar o plástico transparente de uma caixa de CD. Observaremos os pontos onde há mais tensão concentrada. Se retorcermos levemente a caixa, veremos que as zonas de tensão mudam.

A estrutura do Sol

O Sol possui uma estrutura que podemos dividir em cinco partes principais:

- 1) O núcleo e a zona de radiativa são os lugares onde se produzem as reações de fusão termonuclear. As temperaturas no interior do núcleo são de 15 milhões kelvin (K) e menor na zona radiativa, na ordem de 8 000 000 K. A transferência de energia acontece por radiação através da região perto do núcleo. Poderiam ser consideradas duas regiões diferentes (o núcleo e a zona radiativa), no entanto é muito difícil dizer onde termina um e onde começa a outra porque as suas funções estão misturadas.
- 2) A zona de convecção é onde a energia é transportada por convecção, com temperaturas inferiores a 500 000 K, entre os 0,3 raio do Sol e bem abaixo da fotosfera.
- 3) A fotosfera, que poderíamos considerar como a “superfície” do Sol, é a origem dos espectros de absorção e espectros contínuos. Possui temperaturas que vão desde 6 400 a 4 200 K. Está fragmentada em células de aproximadamente 1 000 km de tamanho, que duram apenas algumas horas. Além disso, costuma ter algumas zonas mais frias (“somente” 4 200 K), vistas como manchas escuras.
- 4) A cromosfera é a parte exterior à fotosfera e possui uma temperatura de 4 200 a 1 milhão de K. Possui um aspeto de filamentos verticais que se assemelha a uma “planície ardente”. Há proeminências (protuberâncias) e erupções.
- 5) A coroa é a fonte do vento solar e possui temperaturas compreendidas entre um e dois milhões K.

Atividade 2: Modelo simples das capas do Sol

Esta atividade pode ser realizada com crianças pequenas. O objetivo é recortar as diferentes figuras que aparecem a seguir (figuras 7 e 8). Podem ser recortadas de papéis de cores diferentes ou pintadas com as seguintes cores: coroa em branco, cromosfera em vermelho, fotosfera em amarelo, zona de convecção em laranja, zona radiativa em azul e o núcleo na cor grená.

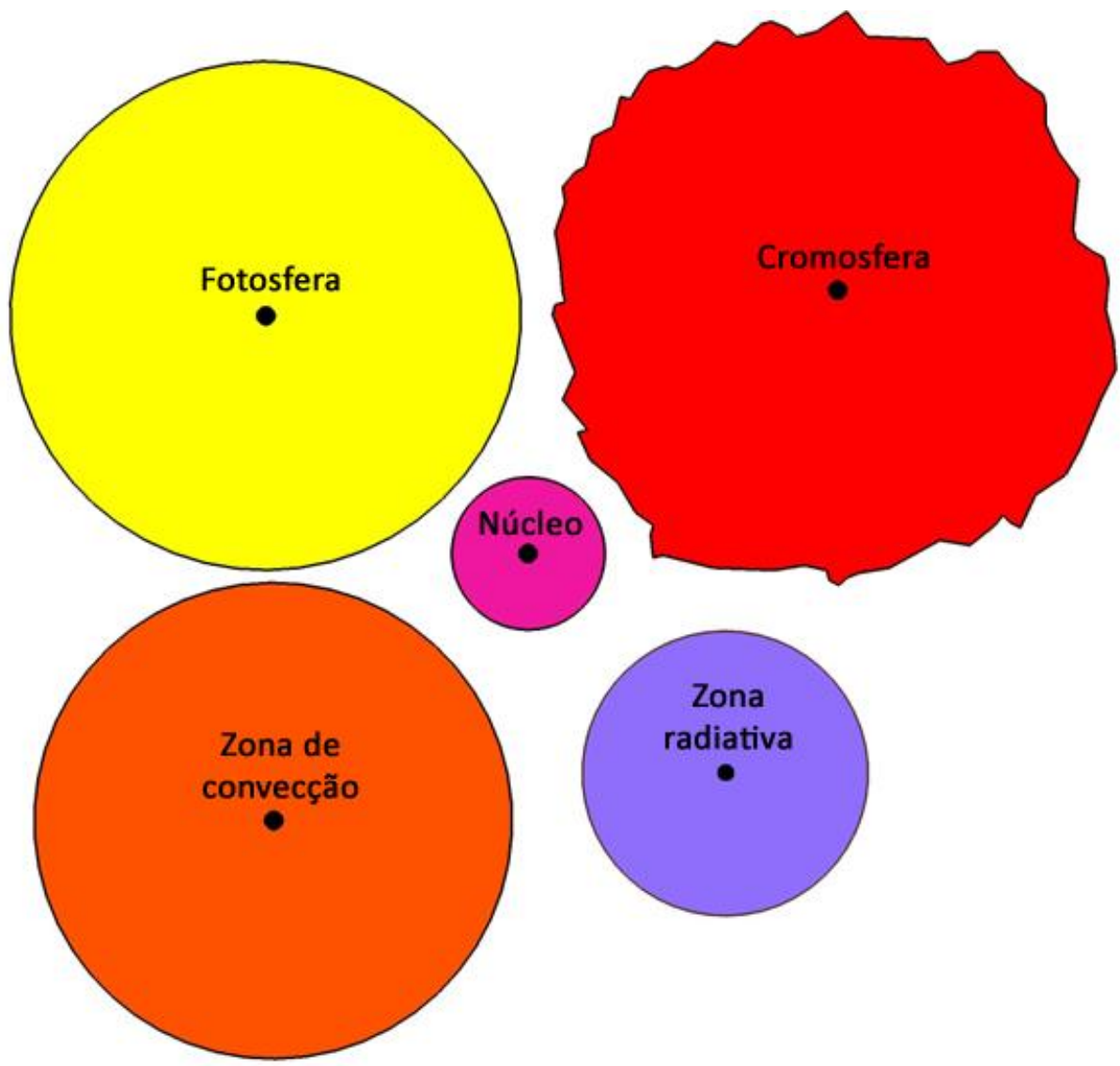


Fig 7: Partes do Sol, para recortar.

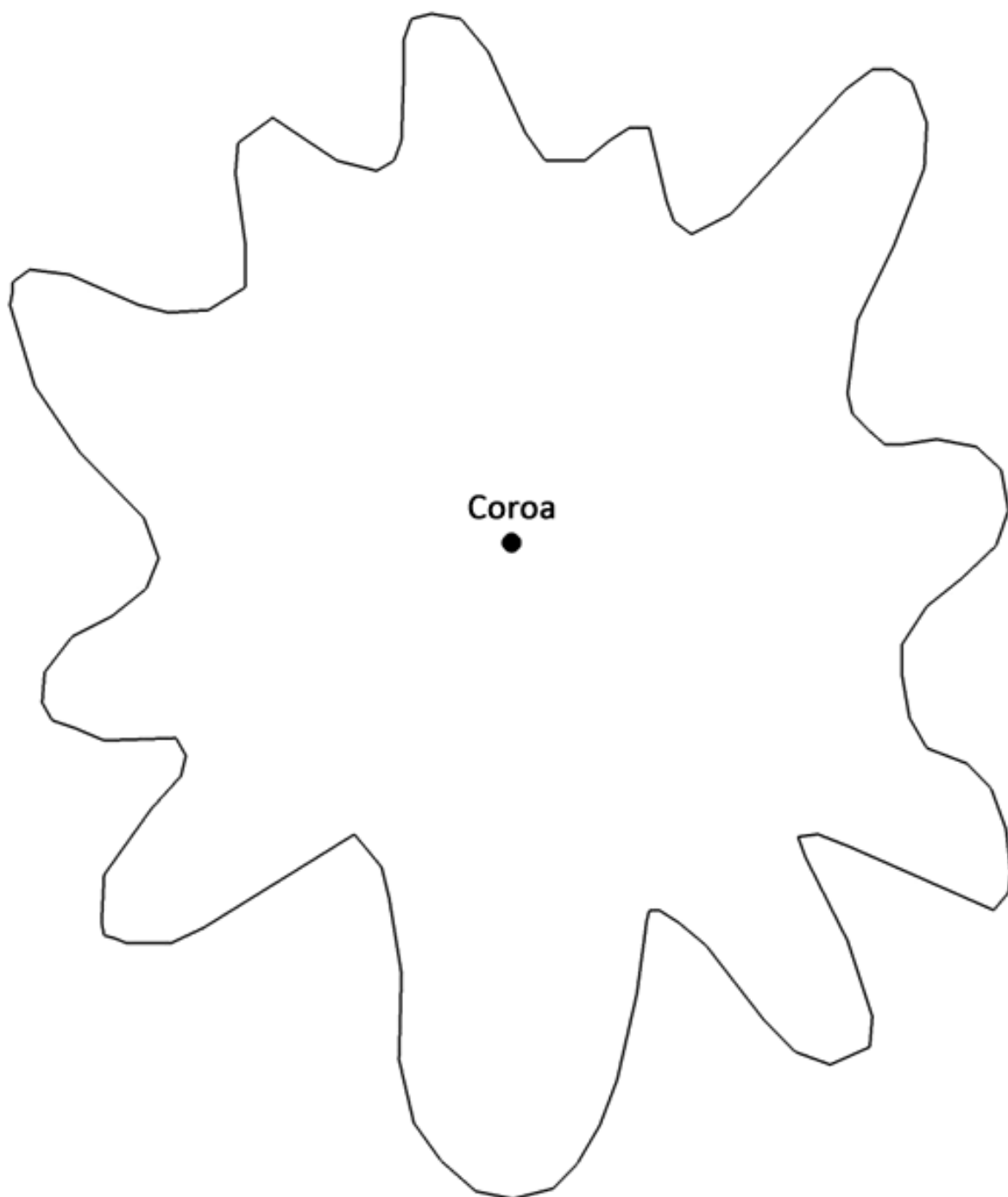


Fig 8: Coroa para recortar.

Finalmente é possível colar uma sobre outra, na ordem adequada (o tamanho de cada peça também indica essa ordem).

Manchas solares

Na fotosfera observam-se com frequência manchas escuras, denominadas manchas solares. Tipicamente, uma mancha solar possui uma região central escura denominada umbra, rodeada

por uma zona mais clara, ou penumbra, com filamentos claros e escuros que partem de forma aproximadamente radial da umbra.

Os filamentos da mancha solar estão rodeados por grânulos típicos da fotosfera (figura 9).

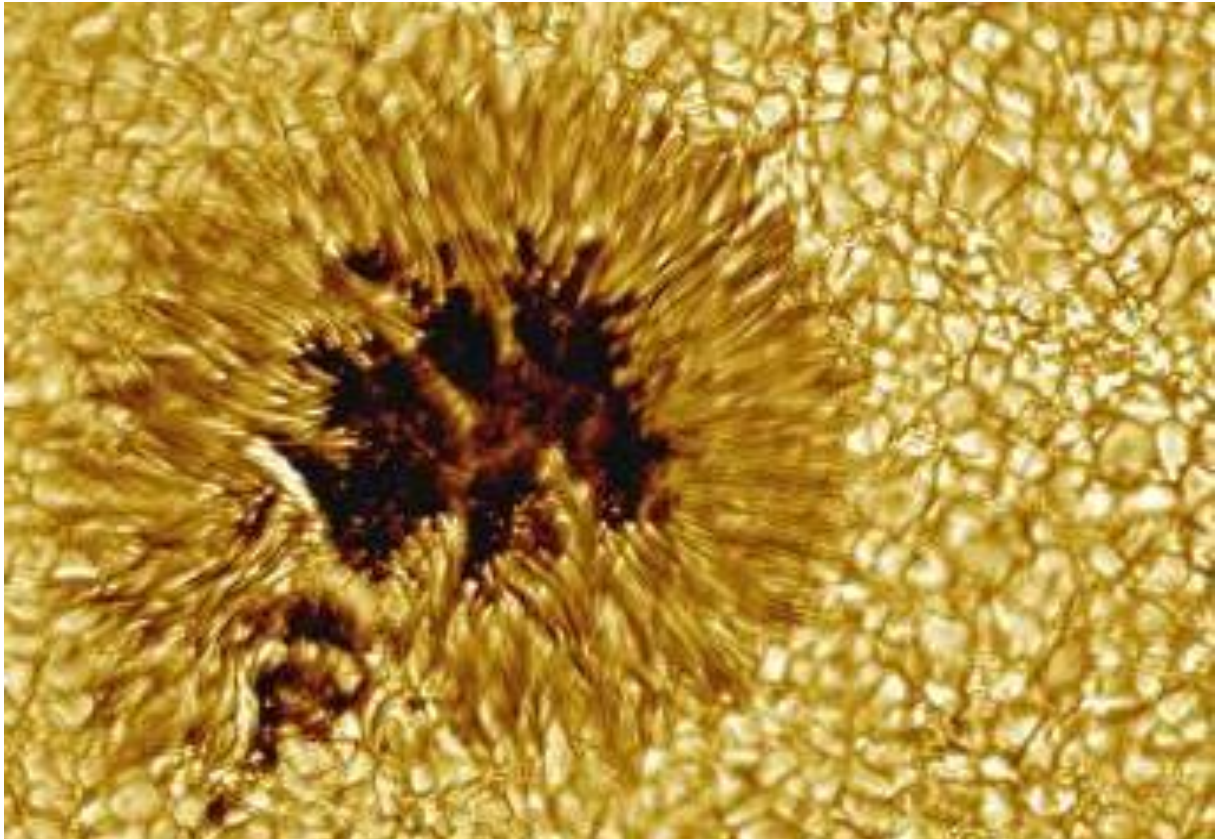


Fig. 9: Imagem ampliada de uma mancha solar (Foto: Vacuum Tower Telescope, NSO, NOAO).

Com um pequeno telescópio as manchas parecem negras, no entanto isso é apenas um efeito de contraste. Se conseguisse observar uma mancha solar isolada ela seria mais brilhante que a Lua cheia. A diferença de intensidade das manchas acontece porque temperatura é 500 a 2 000 °C inferior à da fotosfera circundante. As manchas solares são o resultado da interação de fortes campos magnéticos verticais com a fotosfera.

As manchas solares possuem uma importância histórica muito grande, pois permitiram a Galileu determinar o período de rotação do Sol e verificar que sua rotação era diferencial, isto é, que girava mais rápido no equador (período de rotação 25,05 dias) do que nos polos (período de rotação 34,3 dias).

Atividade 3: Determinação do período de rotação do Sol

Outra experiência simples que pode ser realizado em sala de aula é medir o período de rotação solar utilizando as manchas solares. Nesta experiência é necessário realizar o acompanhamento das manchas solares durante vários dias com a finalidade de medir a sua rotação. As observações solares devem ser feitas sempre por projeção com um telescópio (figura 10a) ou

binóculos (figura 10b). É necessário lembrar que nunca se deve olhar o Sol diretamente e muito menos com binóculos ou telescópios, já que podem produzir danos irreparáveis aos olhos.



Fig. 10a: Observação solar por projeção com um telescópio (nunca olhe diretamente o Sol).

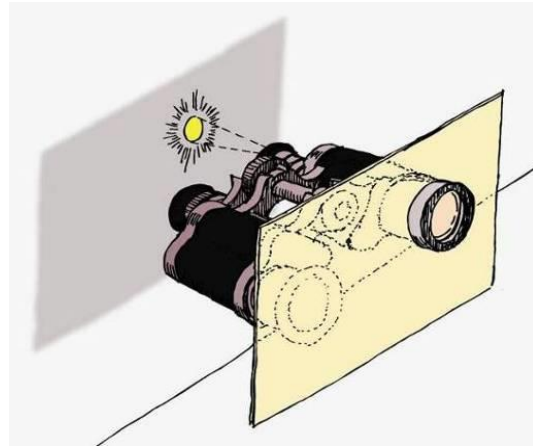


Fig. 10b: Observação por projeção com binóculos (nunca olhe diretamente o Sol).

Se fizermos a observação das manchas solares durante vários dias, o movimento de uma mancha será semelhante, por exemplo, ao descrito na figura 11.

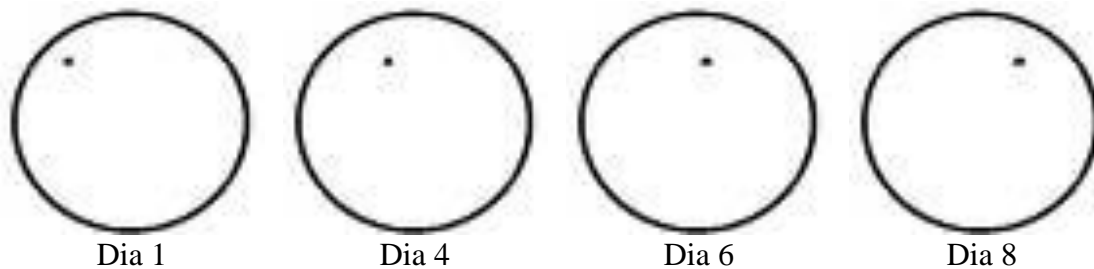


Fig. 11: Mudança de posição de uma mancha ao longo de vários dias.

Poderemos sobrepor as observações numa transparência, como é apresentado na figura 12. O período, T , pode então ser calculado simplesmente através de uma simples proporcionalidade:

$$\frac{T}{t} = \frac{360^\circ}{\alpha}$$

onde t indica o intervalo de tempo entre duas observações da mesma mancha, α é o ângulo central entre a diferença das duas manchas consideradas (figura 12) e T é o período de rotação solar que se quer calcular. Esta determinação oferece um bom nível de precisão.

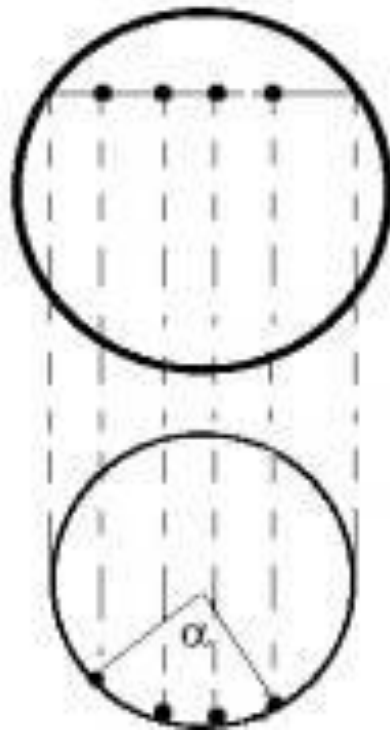


Fig. 12: Determinação da rotação angular das manchas solares.

Vejamos um exemplo real: a figura 13 é uma sobreposição de duas fotografias, tiradas no dia 12 de agosto de 1999 e no dia 19 desse mesmo mês. Desenhamos a circunferência que descreve a mancha, medimos o ângulo e resulta 92° . Portanto, a rotação solar será:

$$T = \frac{360^\circ \times 7 \text{ dias}}{92^\circ} = 27,3 \text{ dias}$$

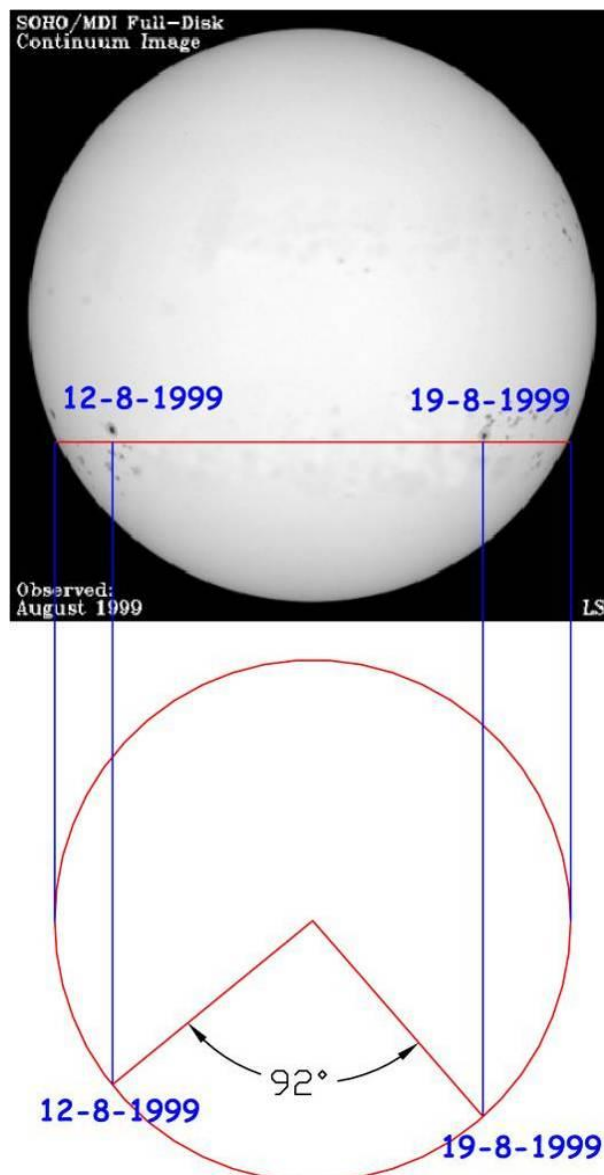


Fig. 13: Determinação do período de rotação solar.

A Radiação emitida pelo Sol

O Sol é um grande reator nuclear, no qual uma enorme quantidade de energia é produzida de forma permanente e transportada até à superfície em forma de fótons. Os fótons são as partículas responsáveis pela radiação eletromagnética e o valor da energia por eles transportada pode ser calculado pela expressão:

$$E = h \nu$$

na qual E é a energia dos fótons, h é a constante de Planck ($h = 6,626 \times 10^{-34}$ J s) e ν é a frequência da radiação eletromagnética associada ao fóton. Os fótons gerados pelo Sol são os responsáveis pelo seu espectro.

A luminosidade total (ou potência) do Sol é enorme: a cada segundo emite mais de triliões de bombas atômicas. Podemos imaginar a transmissão dessa energia através do espaço como a formação de uma bolha que aumenta cada vez mais com a distância.

A área dessa esfera é $4 \pi R^2$. Se a potência do Sol é P , a energia que chega a um metro quadrado situado a uma distância R é:

$$E = \frac{P}{4 \pi R^2}$$

Por outras palavras: a energia é transmitida de forma inversamente proporcional ao quadrado da distância. E se soubermos a distância do objeto, podemos calcular sua potência total.

Atividade 4: Determinação da luminosidade do Sol

A luminosidade, ou potência, do Sol é a energia emitida por segundo. E o Sol é, realmente, uma fonte luminosa muito potente. Vamos calcular a sua potência comparando-o com uma lâmpada de 100 W (figura 14).

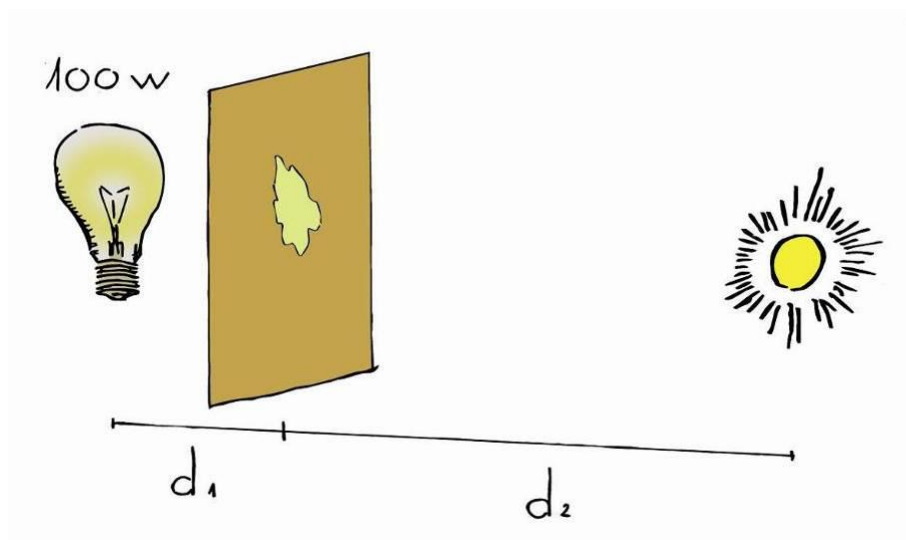


Fig. 14: Comparando a potência do Sol com uma lâmpada de 100 W.

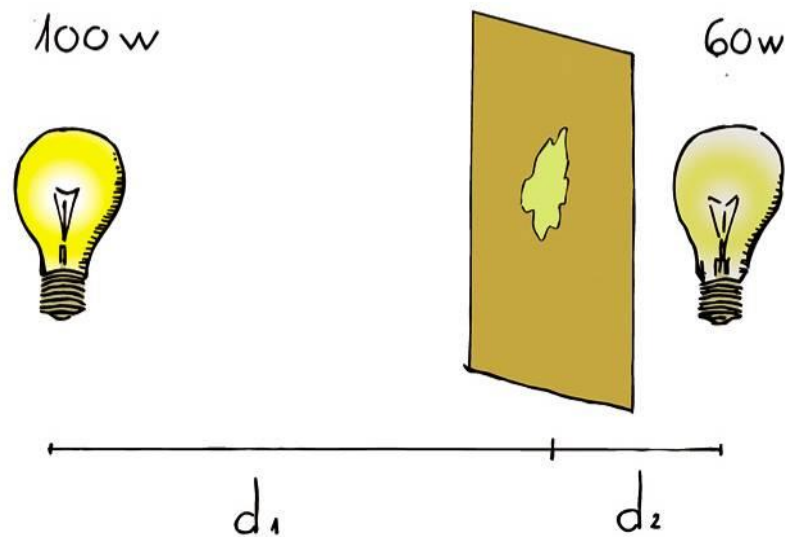


Fig. 15: Se a iluminação que chega a cada lado é a mesma, a mancha de azeite não é observável.

Vamos construir um fotômetro que permita comparar a luminosidade de duas fontes de luz. Para isso colocamos algumas gotas de azeite no meio de uma folha de papel de embrulho (também serve o papel branco normal). A mancha que é formada torna o papel um pouco transparente e isso será o nosso fotômetro. Ao colocá-lo entre duas fontes luminosas (figuras 14 a 16) é possível ajustar a distância para que a mancha não seja vista. Nessa situação foi igualada a iluminação nos dois lados do papel e a energia que chega a cada lado é a mesma.

Nesse caso:

$$\frac{100}{4 \pi d_1^2} = \frac{60}{4 \pi d_2^2}$$

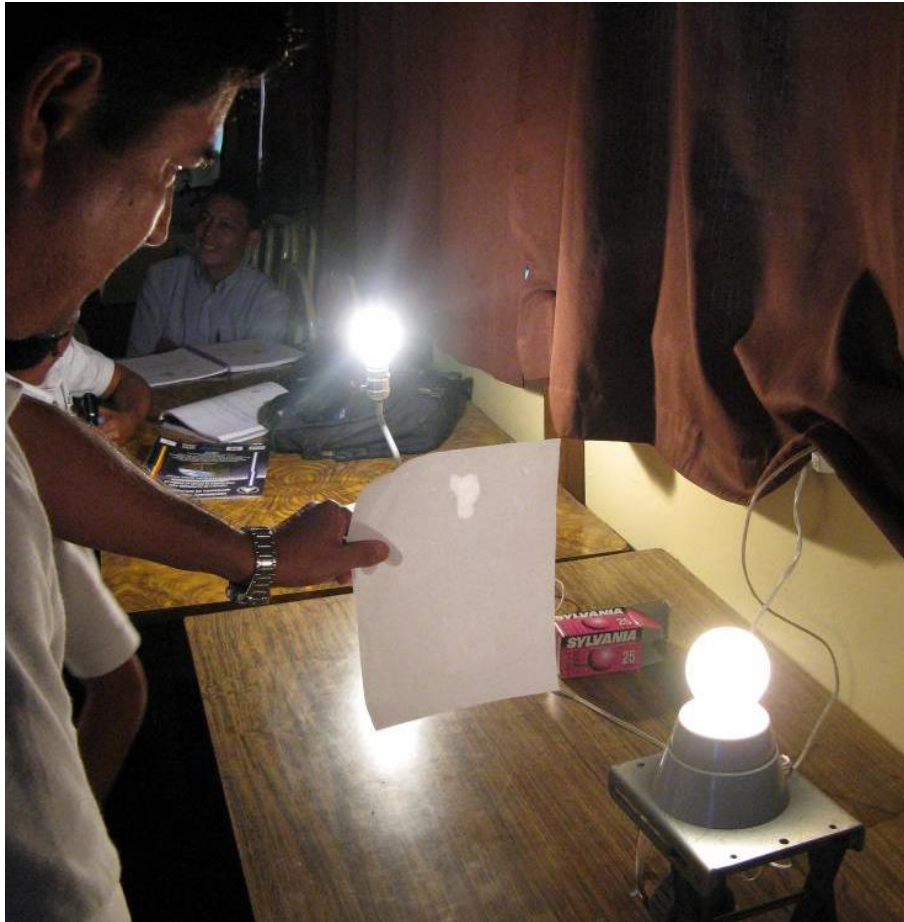


Fig. 16: Fotômetro de mancha de azeite, entre duas lâmpadas.

Num dia ensolarado, colocamos o fotômetro ao ar livre com uma lâmpada de pelo menos 100 W (quanto mais, melhor). Colocamos o fotômetro entre o Sol e a lâmpada, a uma distância em que os dois lados do fotômetro apareçam igualmente brilhantes. Medimos a distância d_1 , em metros, do fotômetro ao filamento da lâmpada.

Sabendo que a distância do Sol à Terra é aproximadamente $d_2 = 150\,000\,000\,000$ m, podemos calcular a potência do Sol, P , com a lei do inverso dos quadrados (não aparece o termo de 4π porque estaria nos dois lados da igualdade):

$$\frac{100\text{ W}}{d_1^2} = \frac{P_{\text{Sol}}}{d_2^2}$$

O resultado não deve diferir muito da luminosidade real do Sol, que é de $3,83 \times 10^{26}$ W.

Opacidade

A energia associada a um fóton de alta energia produzida no núcleo do Sol demora até 1 milhão de anos em chegar à fotosfera, já que nas partes mais interiores do Sol os fótons interagem com a matéria, extremamente densa nessas zonas. As interações ente os fótons e a matéria são produzidas num número no núcleo, diminuindo à medida que se aproxima da fotosfera. O

resultado é um percurso em ziguezague (figura 17) que atrasa muito a saída desses fotões para o espaço.

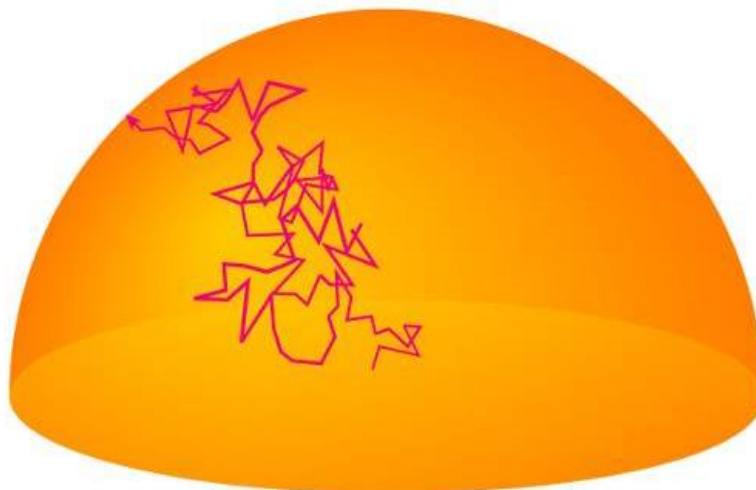


Fig. 17: Os fotões demoram 1 milhão de anos a chegar à fotosfera.

Quando a radiação chega à fotosfera e, por consequência, à atmosfera do Sol, é irradiada para o exterior quase sem interações na maior parte dos comprimentos de onda, gerando o espectro contínuo que observamos da fotosfera. Isso ocorre porque o núcleo e o interior do Sol são opacos a todos os comprimentos de onda de radiação e sua atmosfera é transparente. Em astronomia os conceitos de opaco e transparente são um pouco diferentes do quotidiano.

Um gás pode ser transparente ou opaco dependendo de como absorve ou dispersa os fotões que o cruzam. Por exemplo, a nossa atmosfera é transparente aos comprimentos de onda visíveis. No entanto, num dia com nevoeiro, não conseguimos ver bem porque é opaca.

É necessário compreender que transparente não significa invisível. Uma chama de um isqueiro, ou vela, é transparente aos comprimentos de onda de um retroprojektor.

Atividade 5: Transparência e opacidade

Os conceitos de transparência e opacidade podem ser demonstrados usando um isqueiro ou uma vela (o isqueiro é melhor que a vela, porque a vela produzirá fumo negro, pois a sua combustão é incompleta, e será visto a sair da chama da vela).

A demonstração é muito simples. Coloque objetos transparentes e opacos na luz de um retroprojektor projetado numa parede, ou tela, e pergunte se é transparente ou opaco. Nos objetos usuais a maioria das pessoas saberá responder em todos os casos.

A chama de uma vela, de um bico de Bunsen, ou um desses isqueiros que todos os fumadores usam também é transparente e é surpreendente para os alunos verificar que a chama não produz nenhuma sombra na parede (figuras 18a e 18b). É possível explicar que é semelhante à fotosfera do Sol, que é transparente a quase toda a radiação.

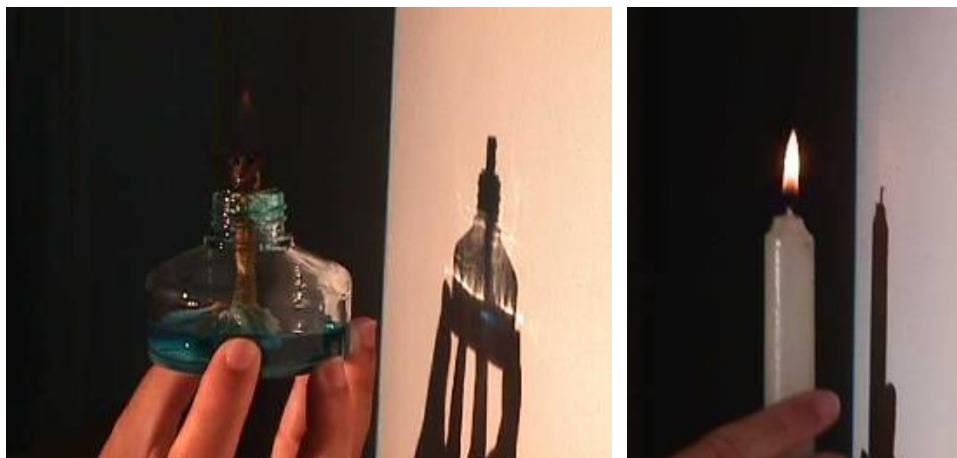


Fig. 18a e 18b: A chama de uma lâmpada de álcool ou de uma vela não produz sombra na parede. Observa-se que o vidro do isqueiro não é completamente transparente.

Espectros

Em 1701, Newton usou um prisma e decompôs pela primeira vez a luz solar em cores. Pode-se decompor qualquer luz com um prisma ou com uma rede de difração, e o resultado obtido é o seu espectro. Os espectros podem ser explicados através das três leis que Gustav Kirchhoff e Robert Bunsen descobriram no século XIX. As três leis estão representadas na figura 19.

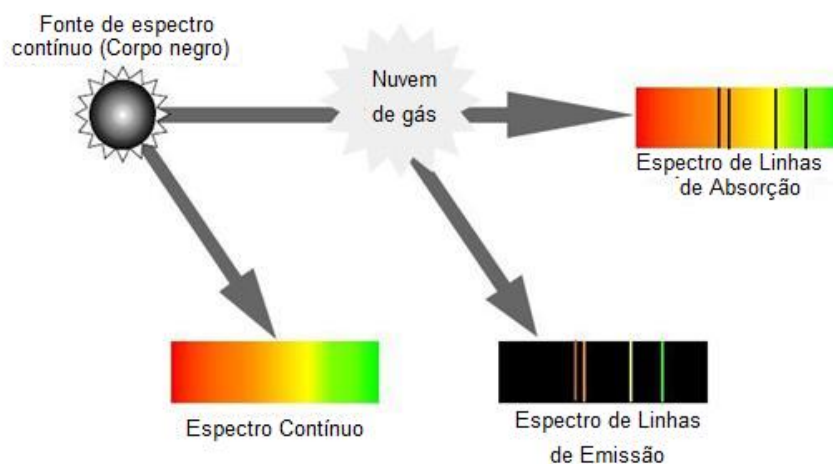


Fig. 19: Leis de Kirchhoff e Bunsen.

- 1º Lei: Um objeto sólido incandescente produz luz com um espectro contínuo.
- 2º Lei: Um gás tênue e quente produz luz com linhas espectrais em comprimentos de onda discretos que dependem da composição química do gás (espectro de emissão).
- 3º Lei: Um objeto sólido incandescente rodeado por um gás a baixa pressão produz um espectro contínuo com intervalos em comprimentos de onda discretos cujas posições dependem da composição química do gás, e coincidem com a 2ª Lei (espectro de absorção).

As linhas de emissão do gás são produzidas pelas transições eletrónicas entre dois níveis de energia, que ocorrem quando os fótons interagem com a matéria. Como seria mais tarde explicado por Niels Bohr, a energia dos níveis nos átomos estão perfeitamente quantificados e as frequências emitidas são sempre as mesmas, pois a diferença de energia entre os níveis é constante (figura 20).

Um gás frio pode absorver a mesma energia que emite quando está quente. Por isso, se o gás for colocado entre uma fonte incandescente e um espectroscópio, o gás absorve as mesmas linhas do espectro contínuo da fonte de incandescência que o gás emite no momento em que está quente, gerando o seu espectro de absorção.

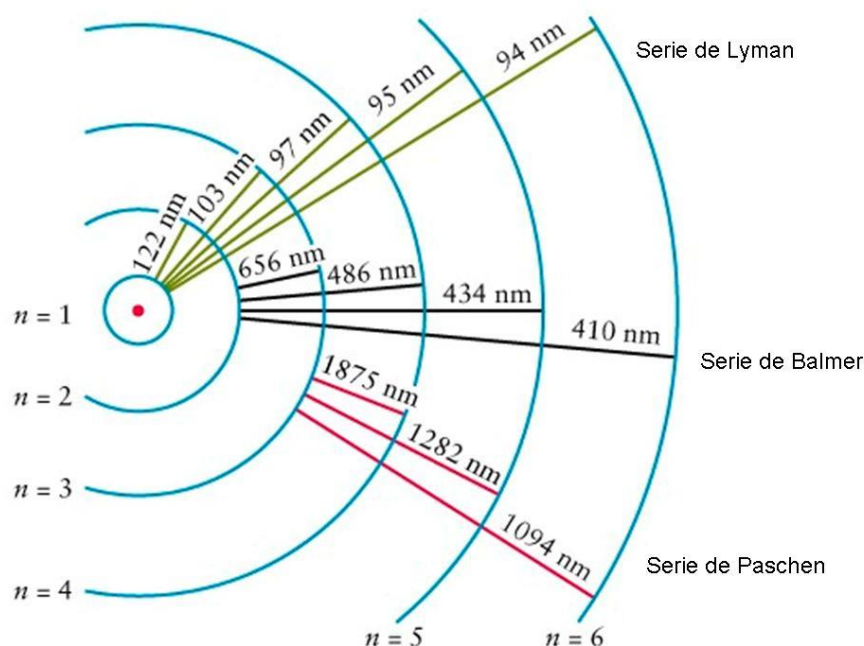


Fig. 20: Séries espectrais para a emissão do átomo de hidrogénio. As transições possíveis possuem sempre a mesma diferença de energia entre os níveis.

Este fenómeno acontece na atmosfera do Sol. Os elementos contidos no gás da atmosfera solar absorvem as frequências associadas às linhas espectrais desses elementos. Esse facto foi verificado por Joseph Fraunhofer em 1814, pelo que as linhas espectrais do Sol são denominadas linhas de Fraunhofer. As principais linhas de Fraunhofer são apresentadas na tabela seguinte, respeitando a designação original de Fraunhofer (1817) das letras para as linhas de absorção no espectro solar.

Letra	Comprimento de onda (nm)	Origem química	Faixa de cor
A	759	O ₂ atmosférico	vermelho escuro
B	687	O ₂ atmosférico	vermelho
C	656	Hidrogénio <i>alpha</i>	vermelho
D1	590	Sódio neutro	vermelho alaranjado
D2	589	Sódio neutro	amarelo
E	527	Ferro neutro	verde

F	486	H <i>beta</i>	ciano
G	431	CH molecular	azul
H	397	Cálcio ionizado	violeta escuro
K	393	Cálcio ionizado	violeta escuro

Tabela 1: Linhas de Fraunhofer do Sol.

É importante perceber que analisando a luz que chega do Sol ou de uma estrela, podemos saber de que é constituída, sem necessidade de ir até lá. Hoje em dia os espectros são captados com instrumentos de alta resolução, detetando múltiplas linhas.

Radiação de corpo negro

Quando um metal é suficientemente aquecido torna-se vermelho. Num lugar escuro, o corpo torna-se visível a uma temperatura de 400 °C. Se a temperatura continuar a aumentar, a cor do metal torna-se laranja, amarelo e inclusive chega a ser azulado após passar pela emissão de branco a uns 10 000 °C. Um corpo opaco, seja metálico ou não, irradia com essas características.

Quando um corpo negro (objeto ideal que não reflete o que vem de fora) é aquecido, emite uma radiação em muitos comprimentos de onda. Se medirmos a intensidade dessa radiação em cada comprimento de onda, pode ser construída uma curva denominada curva de Planck. Na figura 21 esta curva é apresentada para diferentes temperaturas do corpo negro. Possui um máximo numa determinada frequência, que nos dá a cor predominante. Esse $\lambda_{m\acute{a}x}$ está relacionado com a temperatura do corpo, segundo a Lei de Wien:

$$\lambda_{m\acute{a}x} = \frac{2,898 \times 10^{-3}}{T} (m)$$

na qual T é a temperatura do corpo. Observe que devido a esta lei, através do estudo da radiação que nos chega de um objeto longínquo, podemos saber a que temperatura está sem a necessidade de ir lá e medir diretamente.

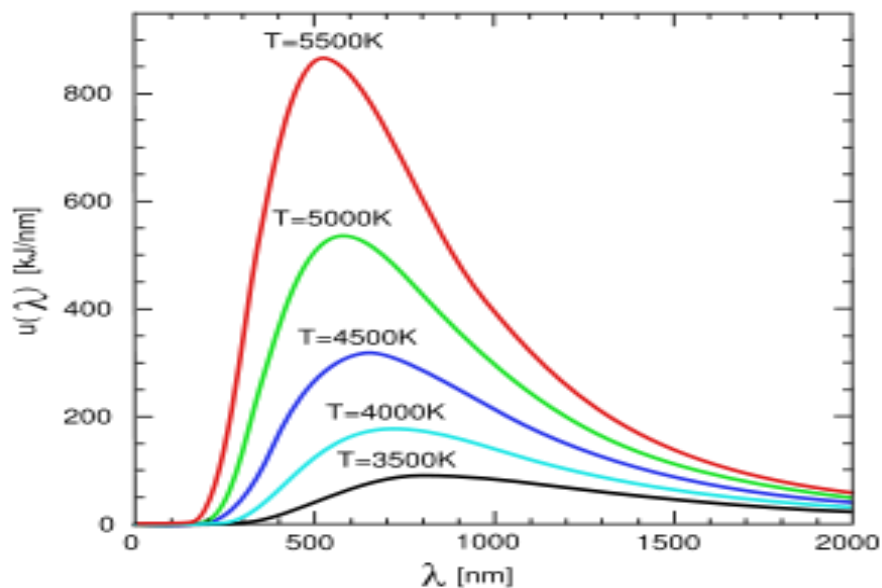


Fig. 21: Curvas de Planck de corpos negros a diferentes temperaturas.

Exemplos de objetos astronômicos opacos que podem ser denominados corpos negros são as estrelas (a exceção de sua atmosfera e coroa), os planetas, asteroides ou a radiação de fundo cósmico de micro-ondas.

A Lei de Wien é uma lei geral para a emissão térmica dos corpos opacos. Por exemplo, o ser humano irradia na região de infravermelhos com uma emissão máxima a um comprimento de onda de $9,4 \mu\text{m}$, de acordo com a Lei de Wien (considerando uma temperatura de 37°C ($= 310 \text{ K}$)). Por isso os dispositivos de uso militar para observação noturna utilizam esses comprimentos de onda.

Voltando ao Sol, como a sua atmosfera é transparente, a radiação do corpo negro será determinada pela temperatura na fotosfera, onde o Sol passa a ser transparente (ao redor de 5800 K) porque a sua radiação de corpo negro deve ter um máximo no comprimento de onda em torno dos 500 nm , como é apresentado na figura 22.

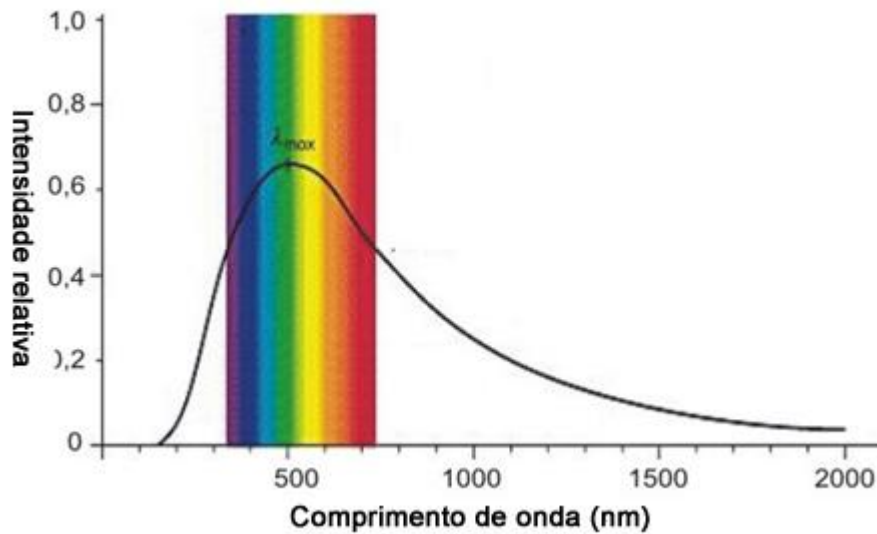


Fig. 22: Curva de emissão do “espectro contínuo” do Sol.

A nossa atmosfera absorve a radiação infravermelha e ultravioleta. Curiosamente, o olho humano evoluiu para ter uma visibilidade coerente com a parte visível da luz solar que chega à superfície da Terra.

Dispersão da luz solar (*scattering*)

Quando um raio de luz branca atravessa um gás que contém partículas de tamanho maior que o comprimento de onda, a luz não se separa e todos os comprimentos de onda são dispersos. Isto acontece quando a luz do Sol atravessa uma nuvem que contém pequenas gotas de água: esta é vista como branca. O mesmo acontece quando a luz atravessa grãos de sal ou de açúcar.

Mas se a luz é dispersa por partículas de tamanho semelhante ao comprimento de onda (cores) de alguns fótons, estes são dispersos mas não o resto. É a chamada dispersão ou *scattering*.

Na atmosfera, a luz azul dispersa-se mais do que a luz vermelha, e os seus fótons chegam-nos de todas as direções. Isto faz com que vejamos o céu azul (figura 23) em vez de negro, como é visto no espaço. Ao entardecer, a luz atravessa mais atmosfera e contém menos luz azul pelo que se torna mais amarela. Nos pores-do-sol os fótons vermelhos também são dispersos.

Esta é a razão pela qual quando a luz passa através de grandes espessuras de gás (por exemplo, nebulosas) é vista vermelha (porque o azul vai se dispersar em todas as direções e somente o vermelho vai chegar com toda sua intensidade ao observador). Este fenómeno é conhecido como dispersão de Rayleigh.



Fig. 23: A cor do céu depende da dispersão de Rayleigh.

Atividade 6: Extinção e dispersão (*scattering*)

Esta experiência é feita com um retroprojedor, uma solução diluída de leite, um cartão preto e um copo alto. É necessário preparar uma solução de leite utilizando aproximadamente 1 gota de leite em 50 ml de água (esse é o ponto crucial, por isso recomendamos testar a concentração da solução antes da aula).

Recorte um círculo no cartão preto com a forma e dimensão da base do copo. Coloque o copo vazio sobre a abertura e ligue o retroprojedor (figura 24a). A luz que chega à parede será branca.



Fig. 24a: No início a luz que chega à parede é branca.



Fig. 24b: Com um pouco de solução, a luz que chega à parede passa a ser amarela.



Fig. 24c: Quando fica cheio, a luz na parede passa a ser vermelha.

Vamos enchendo o copo com a solução diluída de leite. A luz que chega à parede fica cada vez mais vermelha (figuras 24b e 24c). Pelos lados do copo sai uma luz branco-azulada.

Bibliografia

- Broman, L, Estalella, R, Ros, R.M. *Experimentos en Astronomía*, Editorial Alhambra Longman, Madrid, 1993.
- Costa, A, *Sunlight Spectra*, 3rd EAAE Summer School Proceedings, Ed. Rosa Ros, Briey, 1999.
- Costa, A, *Simple Experiments with the Sun*, 6th International Conference on Teaching Astronomy Proceedings, Ed. Rosa Ros, Barcelona, 1999.
- Dale, A.O., Carrol, B.W, *Modern Stellar Astrophysics*, Addison-Wesley Publ. Comp., EUA, 1996.
- Ferreira, M., Almeida, G, *Introdução à Astronomia e às Observações Astronómicas*, Plátano Ed. Téc., Lisboa, 1996.
- Johnson, P.E., Canterna, R, *Laboratory Experiments For Astronomy*, Saunders College Publishing, Nueva York, 1987.
- Lang, K.R, *Sun, Earth & Sky*, Springer-Verlag, Heidelberg, 1995.
- Levy, D, *Skywatching-The Ultimate Guide to the Universe*, Harper Collins Publishers, London, 1995.
- Moreno, R. *Experimentos para todas las edades*, Editorial Rialp, Madrid, 2008.
- Rybicki, G.B., Lightman, A.P, *Radiative Processes in Astrophysics*, John Wiley & Sons, EUA, 1979.
- Sousa, A.S, *Propriedades Físicas do Sol*, Ed. Astro, Porto, 2000.
- Zeilik, M., Gregory, S.A., Smith, E.V.P, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, 3rd Ed., Saunders College Publishing, EUA, 1992.

Fontes Internet

- NASA Polar Wind and Geotail Projects, <http://www-istp.gsfc.nasa.gov>
- Space & astronomy experiments, <http://www.csiro.au/csiro/channel/pchdr.html>
- The Sun, <http://www.astromia.com/solar/sol.htm>
- Nine planets, <http://www.astored.net/nueveplanetas/solarsystem/sol.html>