



O Sol e o seu interior

J. L. G. Sobrinho
sobrinho@uma.pt

Grupo de Astronomia da Universidade da Madeira
<http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/index.htm>
Outubro de 2012

Resumo

O Sol é a estrela que está mais próximo da Terra e, por isso mesmo, aquela que temos vindo a estudar com maior profundidade. Aqui abordamos alguns aspetos sobre o interior do Sol, a sua atmosfera e a sua atividade. Pretende-se, por um lado, mostrar o muito que aprendemos sobre a nossa estrela ao longo dos tempos e, por outro lado, realçar o muito que ainda nos é desconhecido.

Conteúdo

1	Introdução	3
2	O interior do Sol	3
2.1	Composição	3
2.2	A fonte de energia do Sol	3
2.3	Modelo matemático para o Sol	5
2.4	Mecanismos de transporte de energia do interior para o exterior do Sol	5
2.5	Neutrinos Solares	6
2.6	Sismologia Solar	7
3	A atmosfera do Sol	7
3.1	A Fotosfera	7
3.1.1	Granulação	8
3.2	A Cromosfera	8
3.2.1	Espículas	9
3.3	A Coroa	9
3.3.1	Vento Solar	10
4	O Sol ativo	11
4.1	Manchas Solares	12
4.2	O Ciclo Solar	13

<i>O Sol e o seu interior – GAUMa 2012 (Sobrinho J. L. G.)</i>	2
4.3 Modelo do dínamo magnético	14
4.4 Arcos magnéticos na Coroa	15
4.5 Ejeções de massa coronais	15
4.6 Outros fenómenos observados na atmosfera do solar	15
Bibliografia	16

1 Introdução

O Sol é a estrela que está mais próxima da Terra e, por isso mesmo, aquela que temos vindo a estudar com maior profundidade. Na secção 2 são apresentados e discutidos alguns aspetos relacionados com o interior do Sol. Falamos, em particular, da fusão nuclear como fonte de energia do Sol e dos mecanismos de transporte de energia entre o interior do Sol e a superfície. Na secção 3 são apresentadas as características principais das três camadas da atmosfera solar: fotosfera, cromosfera e coroa. A secção 4 é dedicada à apresentação de alguns aspetos do chamado *Sol Ativo* com particular destaque para as manchas solares e o ciclo solar. Como bibliografia principal foram utilizadas as obras *Universe* [1] e *Astronomy: A Physical Perspective* [2]. Outras referências utilizadas são indicadas ao longo do texto.

ATENÇÃO: A OBSERVAÇÃO DO SOL DEVE SER FEITA APENAS MEDIANTE A UTILIZAÇÃO DE EQUIPAMENTO ADEQUADO E NA PRESENÇA DE QUEM O SAIBA MANEJAR. OLHAR DIRETAMENTE PARA O SOL (A OLHO NU, COM ÓCULOS DE SOL OU COM BINÓCULOS) PODE PROVOCAR LESÕES GRAVES NA VISTA INCLUINDO A CEGUEIRA.

2 O interior do Sol

2.1 Composição

O Sol é composto essencialmente por hidrogénio e hélio que são os dois elementos mais simples que existem no Universo e também os mais abundantes. O número de átomos no Sol é da ordem de 10^{57} sendo que cerca de 92% desses átomos são hidrogénio e 7.8% são hélio. Em termos de massa as percentagens alteram-se uma vez que os átomos de hélio têm massa superior aos de hidrogénio. Assim, 73.4% da massa do Sol consiste em hidrogénio e 25% em hélio. O terceiro elemento mais abundante é o carbono com 0.02% do total de átomos e cerca de 0.2% da massa total.

2.2 A fonte de energia do Sol

Em meados do século XIX Lord Kelvin e Hermann von Helmholtz sugeriram que a **contração gravitacional** do Sol, dada a grande massa deste, aqueceria as regiões mais interiores ao ponto de ser radiada energia. Este processo, que de facto ocorre durante as fases iniciais da vida de estrelas como o Sol, não é por si só capaz de justificar a emissão de energia observada atualmente. Por outro lado, se este fosse o principal processo responsável pela emissão de energia, o Sol não poderia ter uma idade superior a 25 milhões de anos. Acontece que, por datação radioativa, sabemos que a Terra (e a própria vida sobre a Terra) existe há mais de 4500 milhões de anos e que, portanto, a idade do o Sol não pode ser inferior a esse valor.

Pensou-se então que a energia libertada pelo Sol poderia resultar de processos de combustão, ou seja, de **reações químicas**. Sabemos, no entanto, que a energia libertada numa reação de combustão é, em média, $\sim 10^{-19}$ J por átomo. Para termos a Luminosidade do Sol teríamos de ter a combustão de $\sim 10^{45}$ átomos por segundo. Tendo em conta que o Sol é composto por $\sim 10^{57}$ átomos estes teriam de ser todos consumidos em cerca de 10000 anos o que é, novamente,

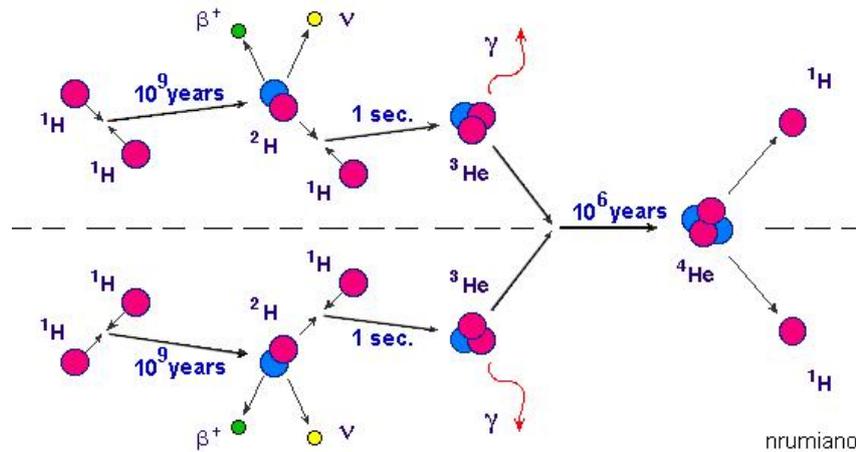


Figura 1: Esquema simplificado da fusão nuclear do hidrogênio em hélio no interior do Sol [3].

muito inferior à idade da Terra (muito mais que no caso anterior) e, portanto, esta hipótese deve ser também rejeitada.

A apresentação da *Teoria da Relatividade Especial*, por Albert Einstein, em 1905, bem como o desenvolvimento da *Física Nuclear* nos anos seguintes acabaram por dar resposta a este problema: o mecanismo responsável pela enorme quantidade de energia radiada pelo Sol é a **fusão nuclear**, mais concretamente a fusão nuclear do hidrogénio em hélio. No interior do Sol a matéria está completamente ionizada. A gravidade consegue vencer a repulsão eletrostática entre os núcleos de hidrogénio (protões) pelo que estes acabam por fundir-se formando núcleos de hélio. Por cada núcleo formado libertam-se $\sim 10^{-12}$ J, ou seja, $\sim 10^7$ vezes mais energia do que no caso da combustão química descrita anteriormente. Fica assim resolvido o problema da fonte de energia do Sol bem como o problema da sua idade.

Em estrelas como o Sol a fusão nuclear ocorre essencialmente mediante a chamada **cadeia próton-próton**. Esta pode dividir-se em três passos (ver Figura 1):

- Ocorre a colisão de dois protões (núcleos de hidrogénio, 1H) sendo um deles transformado num neutrão dando origem a um núcleo de deutério (isótopo do hidrogénio, 2H). No processo liberta-se um neutrino (ν) e um positrão (β^+). O neutrino interage muito pouco com a matéria pelo que o mais provável é que abandone rapidamente o Sol. O positrão é a antipartícula do eletrão (e^-). Como existem eletrões em abundância no plasma que compõe o interior do Sol este positrão encontra um desses eletrões e aniquilam-se mutuamente mediante a emissão de dois fotões de raios gama (γ).
- O núcleo de deutério formado acaba por colidir com um protão formando um núcleo de hélio-3 e emitindo também um fotão de raios gama. Os fotões emitidos neste e no passo anterior vão constituir a radiação solar (após um longo e complicado percurso até a superfície).
- Finalmente da colisão de dois núcleos de hélio-3 forma-se um núcleo de hélio-4. O processo fica completo com a dispensa de dois protões.

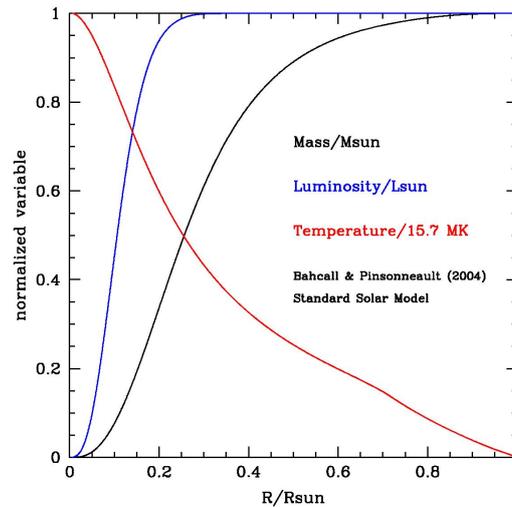


Figura 2: Modelo standard do Sol mostrando a variação da temperatura, massa e luminosidades no seu interior [4].

2.3 Modelo matemático para o Sol

Com um modelo matemático do Sol pretende-se descrever o comportamento de grandezas físicas tais como a temperatura, densidade, pressão ou luminosidade (entre outras) desde a superfície do Sol até ao seu centro. No modelo deve ter-se em conta dados observáveis (condições de fronteira) como a temperatura superficial, a massa do Sol e a sua luminosidade.

O Sol está em **equilíbrio térmico** (embora a temperatura varie com o raio, para um dado raio a temperatura é constante) e em **equilíbrio hidrostático** (a pressão da radiação que aponta para o exterior é equilibrada pela gravidade que aponta para o interior).

No gráfico da Figura 2 temos representada a variação da temperatura, massa e luminosidade no interior do Sol. De acordo com este modelo a luminosidade do Sol atinge já 100% do seu valor para $r \approx 0.25R_{\odot}$ o que quer dizer que praticamente toda a energia radiada pelo Sol é produzida no interior dessa região. Cerca de 95% da massa do Sol está contida no interior de uma esfera de raio $0.5R_{\odot}$. Assim, a densidade das camadas mais exteriores do Sol é muito pequena se comparada com a densidade das mais interiores.

2.4 Mecanismos de transporte de energia do interior para o exterior do Sol

As reações de fusão nuclear ocorrem nas zonas mais interiores do Sol. Importa saber então quais os processos responsáveis pelo transporte dessa energia para o exterior. Existem três possibilidades:

- condução de calor (este processo é pouco relevante no caso do Sol pois os gases não são bons condutores de calor).
- **convexão** – movimento de bolsas de gás quente em direção à superfície acompanhadas do movimento contrário de bolsas de gás frio (como acontece, por exemplo, num recipiente

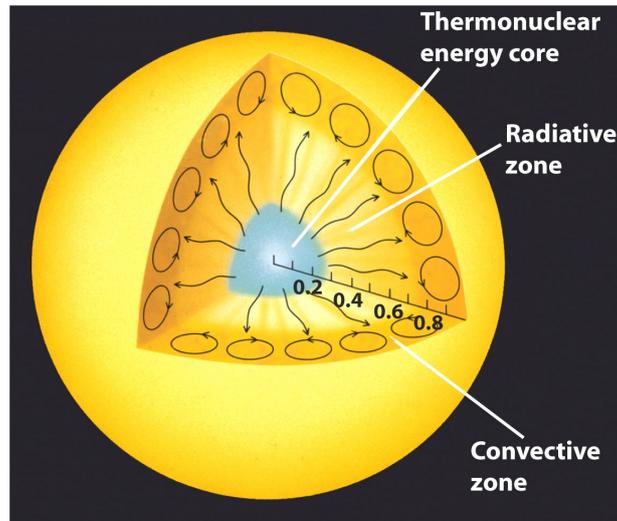


Figura 3: Esquema do interior do Sol mostrando as zonas convectiva e radiativa [6].

com água em ebulição). A chamada zona convectiva estende-se dos $0.7R_{\odot}$ até a superfície (Figura 3).

- **difusão radiativa** – os fótons emitidos no centro (mais quente) viajam para o exterior sendo por diversas vezes absorvidos e reemitidos o que faz com que esta seja uma viagem bem demorada (um fóton emitido no centro do Sol demora entre 10000 a 170000 anos a chegar à superfície [5]. A zona radiativa vai desde o centro do Sol até $0.7R_{\odot}$ (Figura 3).

2.5 Neutrinos Solares

De acordo com os modelos são produzidos $\sim 10^{38}$ neutrinos no Sol em cada segundo. Estes saem quase todos do interior do Sol para o espaço (à velocidade da luz) uma vez que interagem muito pouco com a matéria. Por segundo cada metro quadrado da Terra é atravessado por $\sim 10^{14}$ neutrinos provenientes do Sol. Detetar estes neutrinos é uma forma de mostrar que ocorrem reações de fusão nuclear no Sol e também uma forma de sondar as zonas mais interiores do Sol. É muito difícil detetar (capturar) um neutrino. Em raras ocasiões um neutrino interage com um neutrão e transforma este num próton. Como estes eventos são raros temos de ter uma grande quantidade de matéria para que a probabilidade de detetar um deles seja um valor mensurável.

Por exemplo, o detetor do Laboratório de Brookhaven construído nos anos 60 do século XX consistia num enorme tanque bem enterrado no subsolo cheio com 100000 galões de C_2Cl_4 . A maioria dos neutrinos solares passava pelo tanque e pela Terra sem interagirem com qualquer partícula. No entanto, por vezes um neutrino atingia o núcleo de um átomo de cloro-37 convertendo um dos seus neutrões num próton e, por conseguinte, transformando esse átomo de cloro-37 num átomo de árgon-37. Cada novo átomo de árgon-37 detetado correspondia à captura de um neutrino (estando o tanque no subsolo estava garantido que quaisquer outras partículas capazes de produzir o mesmo efeito eram bloqueadas pelo solo antes de atingirem o tanque).

Neste detetor foi registado um neutrino a cada três dias. Era esperada, no entanto, uma contagem três vezes superior para estar de acordo com o modelo. O problema ficou conhecido como o

problema dos neutrinos solares. Outros detetores seguiram-se: Kamiokande (Japão), GALLEX (Itália), SAGE (Rússia). Embora nenhum deles tenha conseguido resolver o problema, a solução acabou por ser encontrada.

Existem três tipos de neutrinos embora no Sol apenas seja produzido um deles (o neutrino do eletrão, ν_e). Acontece que durante o seu trajeto em direção à Terra os neutrinos são continuamente alvo de um processo de oscilação que os transforma noutro dos tipos possíveis. Ao atingirem a Terra os neutrinos solares estão equitativamente divididos pelos três tipos possíveis. Como os detetores estavam preparados para detetar apenas um dos tipos (o neutrino do eletrão) os resultados correspondem a apenas 1/3 do inicialmente esperado. O detetor SNO (Canadá) foi construído de forma a detetar os três tipos de neutrinos acabando por fornecer os resultados esperados.

2.6 Sismologia Solar

O Sol vibra de diversas formas. O estudo destas vibrações permitem sondar o interior do Sol até uma certa profundidade. Podemos identificar, por exemplo, a separação entre a zona convectiva e a zona radiativa. Esta área de estudo designa-se por *Sismologia Solar*.

Em 1960 descobriu-se que a superfície do Sol oscila constantemente para cima e para baixo com uma amplitude de 10 metros a cada 5 minutos (o fenómeno ficou conhecido como *oscilação dos 5 minutos*). Estas oscilações resultam da propagação de ondas sonoras na superfície do Sol.

Estudando as ondas sonoras que se propagam no interior do Sol no sentido da sua rotação e no sentido contrário é possível saber como roda o Sol a diferentes latitudes e diferentes profundidades. A rotação diferencial do Sol observada à superfície é comum a toda a zona convectiva. A zona radiativa roda como um corpo rígido com um período de 27 dias. Julga-se que é nesta zona de separação e devido às diferenças de velocidade de rotação que tem origem o campo magnético do Sol (e não no centro do Sol como acontece com a Terra).

3 A atmosfera do Sol

A atmosfera do Sol é composta por três camadas: coroa (mais exterior), cromosfera e fotosfera (mais interior). Tanto a coroa como a cromosfera são transparentes para a luz visível pelo que quando observamos o Sol o que vemos é a fotosfera.

3.1 A Fotosfera

A fotosfera brilha como se fosse um corpo negro quase perfeito com uma temperatura de 5762 K. No entanto quando observamos o espectro do Sol vemos linhas correspondentes à absorção de fótons pelos átomos presentes nas camadas mais externas da fotosfera onde a temperatura é já de 4400 K. Temos em particular a linha $H\alpha$ do hidrogénio, duas linhas do sódio neutro e duas linhas do cálcio ionizado (Figura 4). Se os átomos estivessem todos em repouso as linhas seriam bastante estreitas e bem localizadas. No entanto, como apresentam movimento aleatório as linhas registadas acabam por ter uma certa espessura. Medindo essa espessura podemos ter uma ideia da temperatura do Sol. Por outro lado o estudo de linhas espectrais diferentes permite sondar a fotosfera a diferentes profundidades.

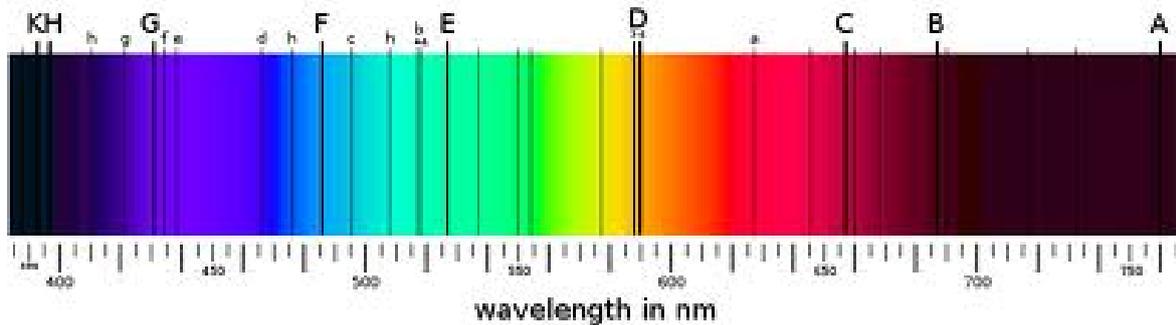


Figura 4: Espectro solar com as principais linhas de absorção – A: 759.4 nm, oxigénio terrestre; B: 686.7 nm, oxigénio terrestre; C: 656.3 nm, hidrogénio ($H\alpha$); D1: 589.6 nm, sódio neutro (Na I); D2: 589.0 nm, sódio neutro (Na I); E: 527.0 nm, ferro neutro (Fe I); F: 486.1 nm, hidrogénio ($H\beta$); G: 430.8 nm, cálcio e ferro neutros (Ca, Fe); H: 396.8 nm, cálcio ionizado (Ca II); K: 393.4 nm, cálcio ionizado (Ca II) [7].

A fotosfera é aquecida de baixo para cima. As partes mais exteriores desta camada são mais frias. Podemos constatar isso ao observar o aspeto mais escuro do disco solar junto ao limbo. De facto quando estamos a olhar para os bordos do disco solar estamos apenas a sondar as partes mais exteriores da fotosfera. Quando olhamos para a zona equatorial do disco solar estamos a sondar a fotosfera até uma profundidade de cerca de 400 km. A densidade da fotosfera é de 10^{-4} kg/m³ (0.01% da densidade da atmosfera terrestre ao nível do mar). Embora pouco densa a fotosfera é bastante opaca. Isso deve-se ao facto de se formarem muitos iões negativos de hidrogénio (H^-) que absorvem com grande facilidade a radiação proveniente das camadas mais inferiores.

3.1.1 Granulação

Um dos fenómenos observados sobre a superfície solar é a granulação: regiões que se estendem por cerca de 1000 km rodeadas por uma fronteira mais escura correspondendo a uma diferença de temperatura de 300 K (a diferença de cor não é assim tão grande embora aos nossos olhos pareça ser uma região escura devido ao contraste) - Figura 5. Esta granulação é causada por processos de convexão na fotosfera (as zonas mais claras são gás quente a subir e as zonas mais escuras são gás frio a descer). Os grânulos formam-se e desaparecem em ciclos de apenas alguns minutos. Em cada instante a superfície do Sol está coberta por cerca de 4 milhões de grânulos. Podem também surgir súper grânulos em resultados de células de convexão maiores. Estes estendem-se até aos 35000 km, indo até a Cromosfera, e podem ter a duração de um dia.

3.2 A Cromosfera

Esta camada da atmosfera do Sol é cerca de 10^{-4} vezes menos densa do que a fotosfera. Só é visível durante eclipses solares ou mediante a utilização de equipamentos adequados. Ao contrário da fotosfera cujo espectro é rico em linhas de absorção a cromosfera apresenta no seu espectro linhas de emissão. Uma das linhas mais comuns é a linha $H\alpha$ resultante da emissão de um fóton de 656.3 nm (vermelho) quando um eletrão salta do nível $n = 3$ para o nível $n = 2$ do hidrogénio. Existem também linhas de emissão do cálcio, hélio e outros metais ionizados (Figura 6). De notar que o hélio foi descoberto em 1868 no Sol, 30 anos antes de ser isolado na

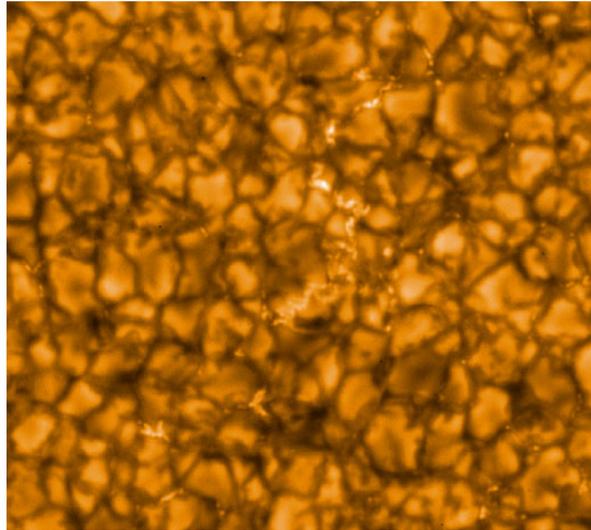


Figura 5: A imagem mostra uma pequena secção da superfície solar bastante ampliada onde se pode ver claramente o efeito de granulação. A granulação é causada por processos de convecção na fotosfera (as zonas mais claras são gás quente a subir e as zonas mais escuras são gás frio a descer). A imagem foi obtida pelo *Hinode Solar Optical Telescope* [8].

Terra.

A linha $H\alpha$ confere um tom avermelhado à cromosfera (ver Figura 7). A cromosfera estende-se por cerca de 2000 km. A temperatura aumenta com a altitude na cromosfera. Começa nos 4400 K na fronteira com a fotosfera e sobe até aos 25000 K nos pontos mais altos.

3.2.1 Espículas

Numa imagem da cromosfera são normalmente visíveis diversas faíscas verticais que consistem em jatos de gás designados por *espículas*. Estes têm a duração aproximada de 15 minutos e sobem a 20 km/s. Em cada instante existem cerca de 300 000 espículas no Sol o que corresponde à cobertura de 1% da superfície total do Sol. Uma espícula por si só pode estender-se por cerca de 700 km e subir até aos 7000 km (Figura 8).

3.3 A Coroa

A coroa é a camada mais exterior da atmosfera solar. Ela estende-se por vários milhões de km. O seu brilho é cerca de um milhão de vezes inferior ao da fotosfera e por isso só pode ser observada durante eclipses ou mediante a utilização de telescópios especiais. A coroa não tem uma forma esférica. Parece apresentar diferentes caudais mais ou menos extensos que vão variando em dias ou semanas (Figura 9).

A temperatura na coroa é muito elevada pelo que os átomos presentes estão altamente ionizados. Por exemplo, é observada uma linha verde (530 nm) correspondente a iões de Ferro aos quais foram subtraídos 13 dos seus 26 eletrões. Para atingir níveis de ionização como este são necessárias temperaturas da ordem dos 10^6 K. O arrefecimento da coroa ocorre mediante a perda de energia destes iões quando colidem entre si. No entanto, como essas colisões são relativamente

The Solar Chromosphere Spectrum (Flash Spectrum)

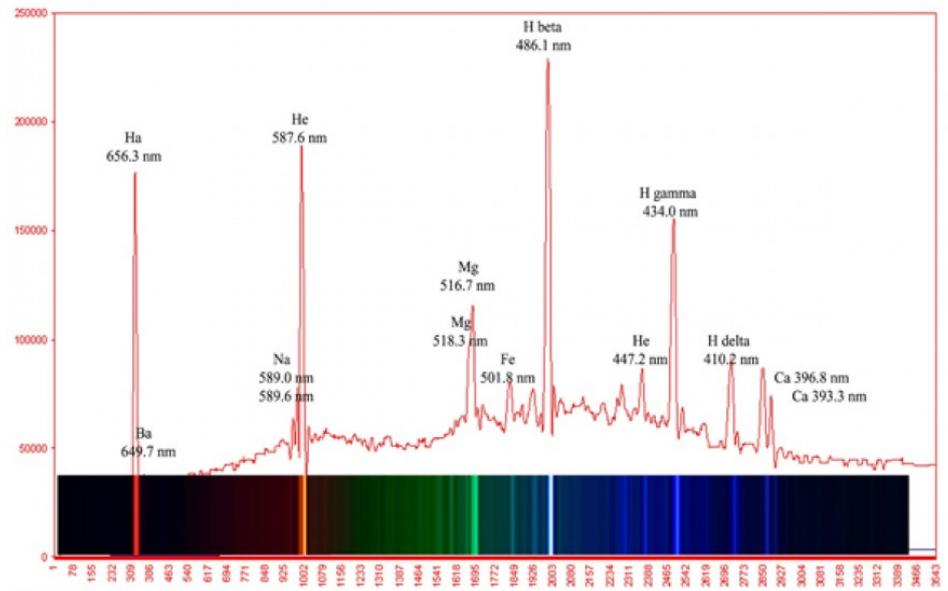


Figura 6: Espectro da cromosfera solar obtido momentos antes de ser atingida a totalidade do eclipse solar em 2006. A risca $H\beta$ é a mais forte (banda do ultravioleta) logo seguida da risca $H\alpha$ na banda do visível [9].

raras, dada a baixa densidade do gás, este dificilmente arrefece. Assim se justifica o facto de a temperatura na coroa ser superior à da fotosfera.

A densidade da coroa é $\sim 10^{11}$ átomos/ m^3 . Na fotosfera temos 10^{23} átomos/ m^3 e na atmosfera terrestre ao nível do mar 10^{25} átomos/ m^3 . Em geral quanto mais quente um gás maior o seu brilho. No entanto dada a baixa densidade da coroa o seu brilho (comparável ao da Lua cheia) é completamente ofuscado pelo da fotosfera.

3.3.1 Vento Solar

A velocidade do gás na coroa por vezes atinge valores superiores ao da velocidade de escape imposta pela gravidade do Sol. Como resultado algum do gás da coroa consegue escapar dando origem ao chamado vento solar. Isso ocorre sobretudo nos chamados buracos coronais (zonas onde a densidade da coroa é menor). Em cada segundo são ejetados para o espaço 10^9 milhões de toneladas de gás. Trata-se essencialmente de eletrões, núcleos de hidrogénio e hélio. Apenas 0.1% corresponde a iões de cálcio, crómio, silício, enxofre, níquel, ferro e árgon. Podemos observar a força do vento solar quando este arrasta no sentido oposto ao Sol a cauda de um cometa. O vento solar atinge a Terra com velocidades da ordem dos 400–450 km/s e uma densidade de 5 partículas por cada 10 cm^3 .



Figura 7: Imagem da cromosfera obtida no eclipse solar total de junho de 2001 [10].

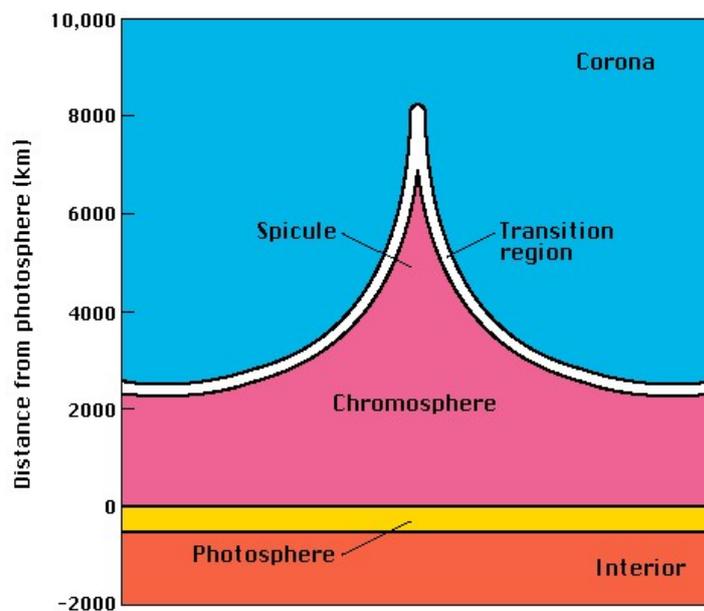


Figura 8: Esquema da atmosfera solar mostrando uma espícula [11].

4 O Sol ativo

Grânulos, súper grânulos, espículas e vento solar são processos que ocorrem continuamente no Sol. São característicos do *Sol quieto*. Existem, no entanto, outros processos como erupções de massa, manchas solares ou regiões de grande concentração de campo magnético que ocorrem periodicamente e são característicos do chamado *Sol ativo*.

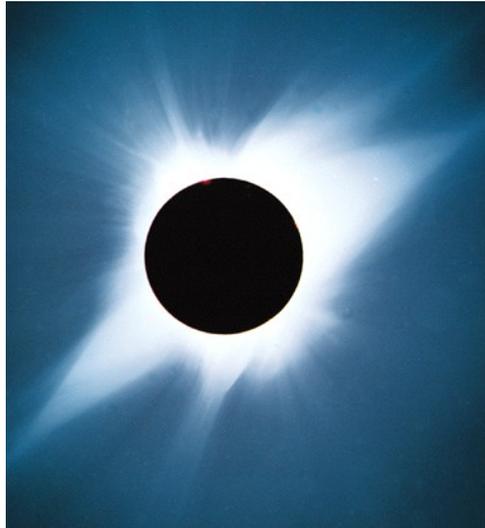


Figura 9: Imagem da coroa solar obtida durante o eclipse total de 11 de julho de 1991 [11].

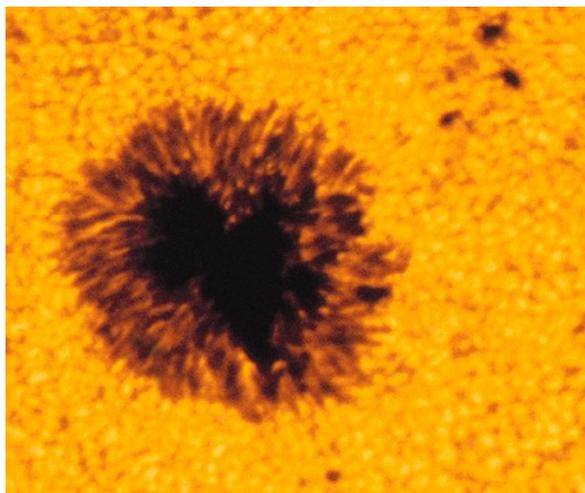


Figura 10: Imagem de alta resolução mostrando uma mancha solar bem desenvolvida onde podemos ver claramente as zonas da umbra e da penumbra [11].

4.1 Manchas Solares

As manchas solares são regiões escuras de forma irregular que aparecem sobre a superfície do Sol de forma isolada ou em grupo. A sua dimensão é variável. As maiores podem atingir os milhares de km. O seu tempo de vida pode ir desde algumas horas a alguns meses.

Cada mancha solar tem uma zona central mais escura chamada **umbra** e uma zona exterior mais clara chamada **penumbra**. As manchas parecem escuras por causa do contraste com o brilho da fotosfera. No entanto a umbra tem um tom avermelhado (4300 K) e a penumbra é cor de laranja (5000 K). A umbra emite cerca de 30% da luz que emitiria se não estivesse perturbada (Figura 10).

A observação das manchas solares permite observar a rotação do Sol. O Sol dá uma volta completa em cerca de 4 semanas e um grupo de manchas pode durar até dois meses o que

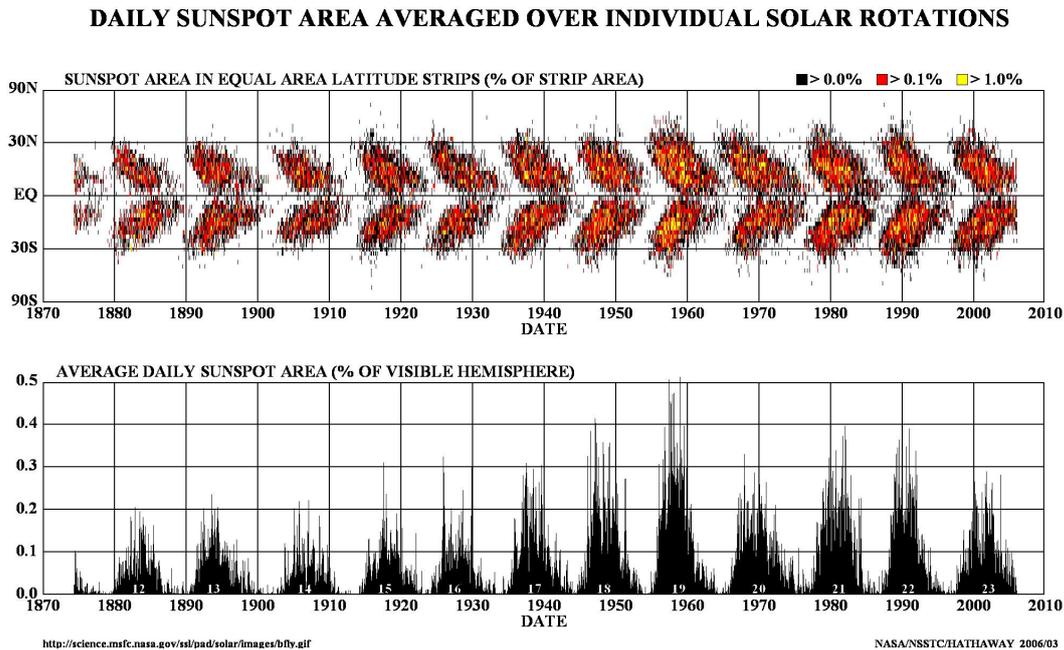


Figura 11: Gráfico superior: cada ponto do diagrama indica a latitude, norte ou sul, onde foram detetadas manchas solares em função do ano. Com o desenrolar do ciclo solar as manchas surgem cada vez mais perto do equador. Este diagrama é usualmente designado por Diagrama em Borboleta. Gráfico inferior: evolução da percentagem da superfície solar (face visível da Terra) coberta pelas manchas em função do tempo [12].

permite servir de referência para duas rotações completas. Podemos também observar que a rotação do Sol é diferencial. Um conjunto de manchas próximas do equador demora 25 dias a circundar o Sol, a 33°N demora cerca de 27 dias e meio, a 75°N cerca de 33 dias e junto aos polos cerca de 35 dias.

4.2 O Ciclo Solar

O número médio de manchas solares não é constante no tempo. Apresentam uma variação periódica em ciclos de 11 anos designados por **ciclos de manchas solares**. Um período com muitas manchas solares é designado por máximo solar ao passo que um período com poucas é designado por mínimo solar. No início de cada novo ciclo as manchas começam por aparecer nos 30°N ou 30°S. Com o decorrer do ciclo aparecem cada vez mais próximas do equador. Daqui resulta o *Diagrama em Borboleta* (Figura 11).

Observando as linhas espectrais provenientes de uma mancha solar verifica-se que estas são subdivididas em várias linhas, umas próximas das outras. Esta separação é conhecida por efeito de Zeeman e ocorre quando os átomos estão sujeitos a campos magnéticos intensos. Quanto mais intenso for o campo maior será a separação. Assim as manchas solares estão relacionadas com zonas onde o campo magnético do Sol é mais intenso.

Um campo magnético intenso desvia o fluxo de plasma que sobe por convexão. Assim nessas zonas o que vemos é o gás frio e, portanto, uma mancha escura. As manchas solares assemelham-se a um ímã gigante com uma das extremidades exibindo polaridade magnética Sul e outra Norte.

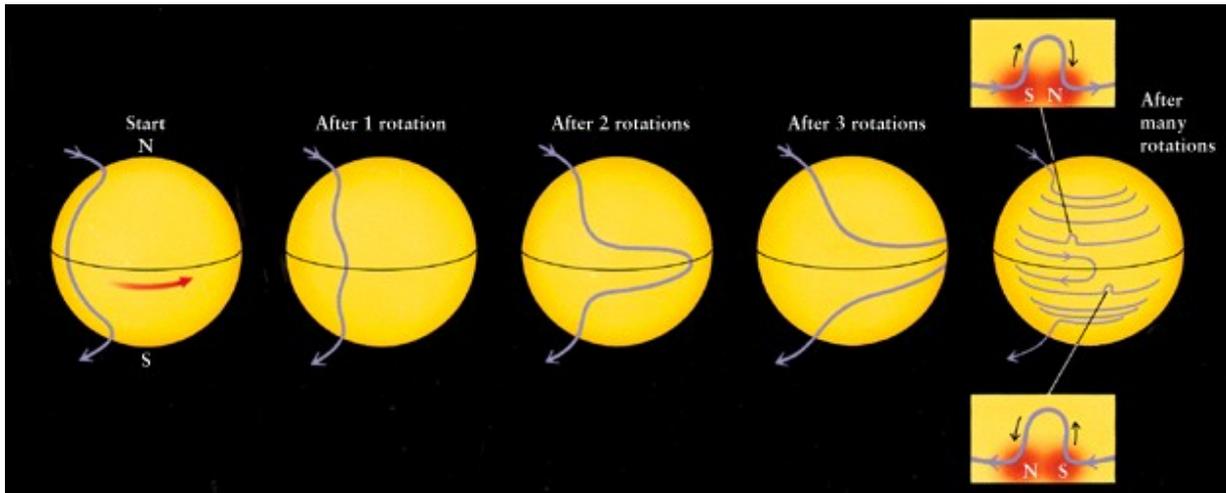


Figura 12: As linhas de campo magnético são arrastadas com o plasma nas camadas mais externas do Sol. Como o Sol roda mais rapidamente na zona equatorial do que nas zonas mais próximas dos polos as linhas do campo ficam mais esticadas sobre o equador. Na imagem mais à direita mostra-se como as manchas solares surgem em zonas de grande concentração do campo magnético [11].

Todos os grupos de manchas no hemisfério norte do Sol apresentam a mesma orientação na polarização. Todos os grupos de manchas no hemisfério Sul apresentam a polarização contrária à do hemisfério norte. A cada 11 anos a polaridade é invertida tanto nas manchas como no próprio Sol. Assim o padrão repete-se a cada dois ciclos solares ou seja a cada 22 anos. O **ciclo solar** são 22 anos correspondendo a dois ciclos de manchas solares de 11 anos cada.

Estes ciclos não se repetem todavia sempre com a mesma intensidade. Entre 1645 e 1715 praticamente não foram observadas manchas. Designou-se este período, que provavelmente já se repetiu em épocas mais recuadas, por *Mínimo de Maunder*. Este período coincidiu com uma época onde a Europa registou limites inferiores de temperatura. Pelo contrário nos séculos XI e XII tivemos períodos de grande atividade solar e um aumento da temperatura na Terra. Estas relações ainda não são bem entendidas.

4.3 Modelo do dínamo magnético

Este modelo tem por objetivo dar uma interpretação ao ciclo solar de 22 anos. A convexão na fotosfera cria emaranhados nas linhas do campo magnético e torções que irrompem na superfície solar. As manchas solares surgem nas zonas onde o campo magnético se projeta sobre a fotosfera. A rotação diferencial desfaz o emaranhado do campo magnético. As manchas da frente do grupo dirigem-se para o equador enquanto que as da retaguarda movem-se em direção aos polos. Manchas provenientes de hemisférios diferentes têm polaridades diferentes pelo que estas cancelam-se sobre o equador. As que vão para os polos começam por anular e depois inverter a polaridade do próprio Sol. Assim começa tudo de novo mas agora com a polaridade invertida (Figura 12). Contudo os polos magnéticos do Sol não se invertem sempre em simultâneo. O Sol pode permanecer durante algum tempo com, por exemplo, dois polos Norte e nenhum Polo Sul (não sabemos ainda a razão para tal).

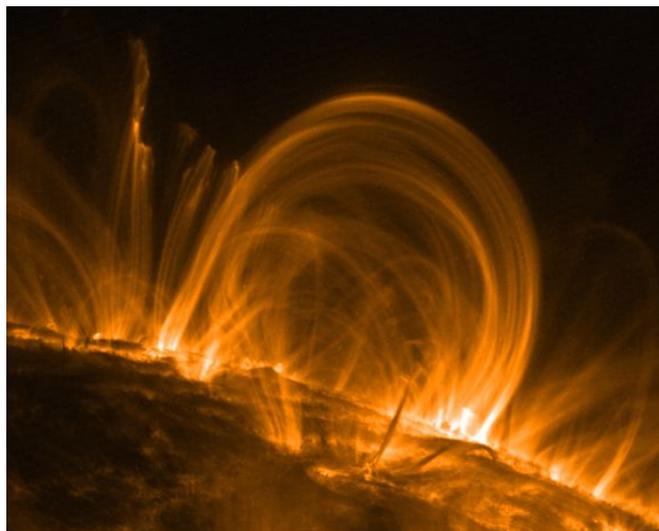


Figura 13: Nesta imagem, obtida pelo TRACE em ultravioleta, vemos conjuntos de arcos coronais. Estes atingem alturas superiores a algumas de vezes o diâmetro da Terra [13].

4.4 Arcos magnéticos na Coroa

Observam-se arcos de linhas de campo magnético estendendo-se por dezenas de milhares de km na coroa através dos quais corre um fluxo de partículas carregadas com carga elétrica (Figura 13). Se dois arcos com polarizações contrárias se encontrarem os seus campos magnéticos podem cancelar-se mutuamente libertando assim uma grande quantidade de energia na coroa. Isto explica o facto de a coroa ser tão quente.

4.5 Ejeções de massa coronais

Nas *ejeções de massa coronais* (CME – Coronal Mass Ejections) mais de 10^{12} kg de gás podem ser lançados de uma só vez para o espaço à velocidade de centenas de km/s (Figura 14). Este tipo de evento repete-se de meses a meses (embora possam ocorrer erupções menores entre duas grandes). Estas ejeções parecem estar relacionadas com alterações de grande escala no campo magnético do Sol.

4.6 Outros fenómenos observados na atmosfera do solar

Praias – zonas particularmente brilhantes e quentes que por vezes precedem o aparecimento de manchas solares e permanecem mesmo depois das manchas solares já terem desaparecido. Provavelmente ocorrem a nível da cromosfera (Figura 15).

Filamentos – zonas particularmente frias e densas da cromosfera esticadas pelas linhas de campo magnético à medida que estas formam arcos a grande altitude (Figura 15).

Proeminências – filamentos vistos de lado junto aos bordos do disco solar. Podem estender-se por milhares de km acima da fotosfera. Podem durar desde horas a meses. As mais fortes podem libertar matéria para o espaço (Figura 15).

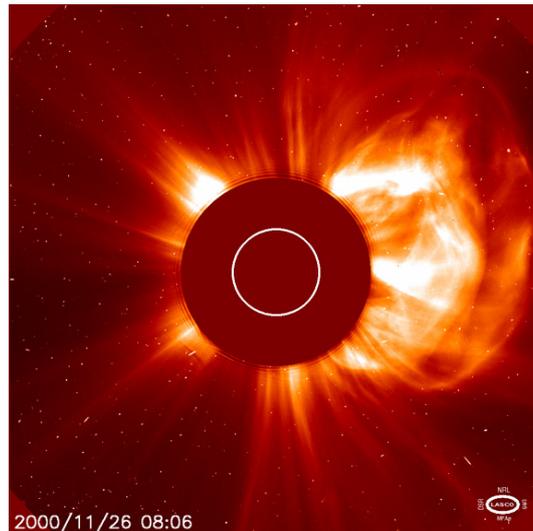


Figura 14: Ejeção de massa coronal (CME) [14].

Explosões solares – ocorrem em grupos complexos de manchas. Em poucos minutos a temperatura pode atingir em determinadas regiões mais densas os 5 milhões de graus e ocorre uma explosão que liberta grandes quantidades de matéria e radiação para o espaço.

Labaredas (flares) - ejeção de partículas que pode durar desde alguns minutos até horas. Nelas a temperatura atinge os 5×10^6 K e são caracterizadas por uma forte emissão na banda $H\alpha$ embora emitam também em todas as bandas do campo eletromagnético.

Referências

- [1] Freedman R. A. & Kaufmann III, W. J., 2005, *Universe*, seventh edition, W. H. Freeman and Company, New York.
- [2] Kutner, M. L., 2003, *Astronomy: A Physical Perspective*, 2nd edition, Cambridge University Press, United Kingdom.
- [3] <http://nrumiano.free.fr/Estars/energy.html> (2012).
- [4] Bahcall, J. N. & Pinsonneault, M. H., 2004, *What Do We (Not) Know Theoretically about Solar Neutrino Fluxes?*, *PhRvL*, 92, 121301 [<http://adsabs.harvard.edu/abs/2004PhRvL..9211301B>].
- [5] Mitalas, R. and Sills, K., 1992, *The Astrophysical Journal*, 401, 759-760
- [6] http://spot.pcc.edu/aodman/GS_107_web/main_sequence_lab/sun_interior.jpg (Portland Community College, 2008).
- [7] <http://www.astro.washington.edu/courses/labs/clearinghouse/labs/Solarspec2/sunspec.html> (University of Washington, 1999).
- [8] Hinode Mission, JAXA/NASA/PPARC [<http://science.nasa.gov/missions/hinode/>].

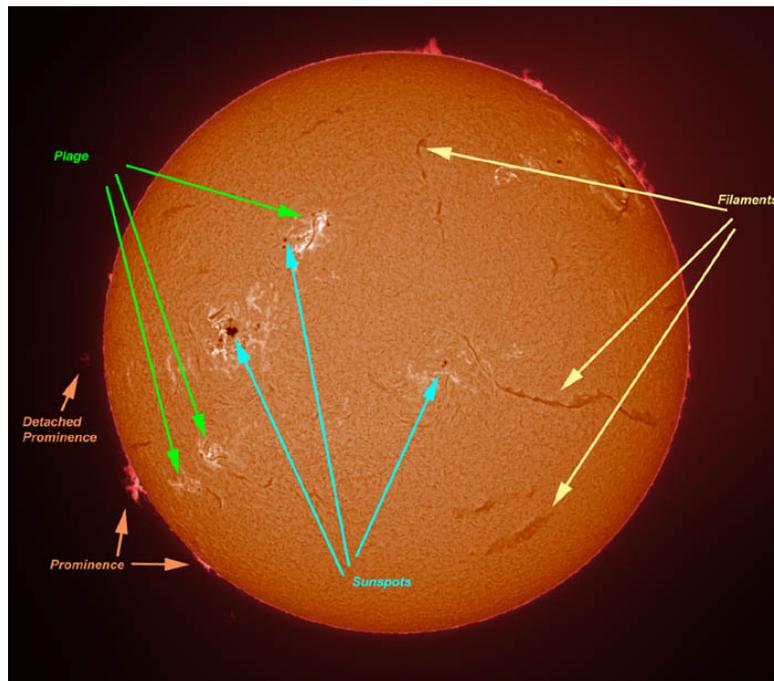


Figura 15: Filamentos, proeminências, praias e manchas solares [15].

- [9] Moussas Xenofon, University of Athens Strikis Iakovos, Hellenic Amateur Astronomy Association, Elizabeth Observatory of Athens [<http://dailysolar.weebly.com/total-solar-eclipse-2006.html>] (2012).
- [10] Vic & Jen Winter, 2001, ICSTARS Astronomy, Inc. [<http://apod.nasa.gov/apod/ap010726.html>].
- [11] <http://www.physics.unc.edu/~evans/pub/A31/Lecture15-Sun/> (material de apoio a [1]).
- [12] NASA [http://www.nasa.gov/vision/universe/solarsystem/solar_cycle_graphics.html] (2012).
- [13] Aschwanden M. et al., 2000, (LMSAL, TRACE, NASA) [<http://apod.nasa.gov/apod/ap000928.html>].
- [14] NASA, SOHO Space Telescope, [<http://sohowww.nascom.nasa.gov/gallery/top10/>].
- [15] <http://www.atscope.com.au/luntsolar/luntsolar.html> (Advanced Telescope Supplies, 2012).