

O SOL

Oscar T. Matsuura e Enos Picazzio

INTRODUÇÃO

Apesar de ser visível de dia no céu, o Sol é uma estrela tanto quanto milhares de outras visíveis à noite. Ele é uma estrela da Sequência Principal, do tipo espectral G2 (capítulo 7). Por estar muito, muito mais próximo de nós, as estruturas em sua superfície e atmosfera podem ser estudadas com um grau de detalhamento inatingível nas demais estrelas. Principalmente por essa razão, o Sol se destaca como um astro que pode ser melhor estudado, sendo que os conhecimentos adquiridos através dele realimentam e amplificam o conhecimento das estrelas em geral.

DADOS BÁSICOS

Distância: Unidade Astronômica, UA

Até bem recentemente, a distância da Terra ao Sol era medida aplicando-se o método da triangulação ou paralaxe a planetas ou asteróides mais próximos.

Depois, combinava-se esse resultado com a terceira lei de Kepler (capítulo 4) para se obter a distância da Terra ao Sol.

A partir da década de 60, essa distância passou a ser determinada com maior precisão, medindo-se o tempo de viagem de ecos de radar a planetas mais próximos. Aqui também é preciso recorrer à terceira lei de Kepler. A distância média (média aritmética entre as distâncias máxima e mínima) da Terra ao Sol, denominada Unidade Astronômica, é de $1 \text{ UA} = 149\,597\,870 \pm 2 \text{ km}$.

Massa

Conhecendo-se bem a Unidade Astronômica, de novo com a ajuda da terceira lei de Kepler, pode-se determinar a massa do Sol: $1 M_{\odot} = (1,9891 \pm 0,0012) \times 10^{27} \text{ ton}$. A cada segundo, o Sol perde um milhão de toneladas de matéria na forma de vento solar. Toda essa perda, desde que o Sol se formou, não afeta a massa do Sol se não na casa decimal onde ainda há incertezas.

Raio

O diâmetro angular do disco do Sol na luz branca (ou natural) é de $32',0 \pm 0,1''$ quando medido da Terra a 1 UA do Sol. Conhecendo-se o valor de 1 UA em km, obtém-se que o raio do Sol é $1 R_{\odot} = 696\,260 \pm 0,07 \text{ km}$. Portanto, a densidade média do Sol é $1,408 \text{ g cm}^{-3}$, pouco maior que a da água. E a aceleração da gravidade na superfície do Sol é 274 m s^{-2} , cerca de 28 vezes mais intensa do que na superfície da Terra.

Luminosidade

O Sol constantemente libera energia sob diversas formas: radiação eletromagnética (ou fótons), partículas (vento solar e raios cósmicos solares), campo magnético e neutrinos. Mas a maior quantidade é liberada como radiação eletromagnética, principalmente na forma de luz visível e radiação infravermelha.

A luminosidade é sinônimo de potência, como de uma lâmpada, e representa a energia liberada por unidade de tempo. A luminosidade do Sol é $L_{\odot} = (3,845 \pm 0,006) \times 10^{23} \text{ kW}$. Ela pode ser expressa também pela magnitude bolométrica absoluta que é +4,76. A magnitude visual absoluta leva em conta somente a luz visível irradiada pelo Sol e o seu valor é +4,83.

Constante Solar

Por definição, constante solar é o fluxo de energia solar que chega à Terra quando esta se encontra a 1 UA do Sol. Ela vale $1,367 \pm 2 \text{ Wm}^{-2}$. Pode ser expressa também pela magnitude bolométrica aparente que é $-26,82$. A magnitude visual aparente é $-26,74$.

A constante solar é medida acima da atmosfera da Terra, pois esta absorve severamente os raios γ e X, a radiação ultravioleta e boa parte da radiação infravermelha, deixando chegar até o solo a radiação em apenas duas *janelas* atmosféricas: a da luz visível e a das ondas de rádio mais curtas que aproximadamente 10 m. Como consequência, observações do Sol na luz visível, em ondas de rádio e no infravermelho próximo (de ondas mais curtas) podem ser feitas no solo, mas em outras radiações requerem instrumentos a bordo de balões, foguetes, satélites e laboratórios espaciais.

A rigor, a constante solar não é uma constante. Primeiro, porque ao longo da existência do Sol sua luminosidade aumentou. Em segundo lugar, porque medidas precisas feitas com o satélite *Solar Maximum Mission* revelaram que a luminosidade solar varia em questão de minutos e de dias.

Temperatura

Conhecendo-se a luminosidade e o raio do Sol, pode-se obter imediatamente a temperatura efetiva que é de $5\,777 \pm 2,5 \text{ K}$. Essa temperatura é da superfície do Sol na luz branca.

Rotação

Que o Sol gira em torno de um eixo pode-se constatar observando-se, por exemplo, o deslocamento de uma mancha solar (ver adiante) de leste para oeste sobre o disco do Sol. A rotação assim determinada é da superfície do Sol. No equador do Sol, ela tem o período sideral de 24,7 dias. Fora dele, em direção aos pólos, a rotação é cada vez mais lenta. Estudos hélio-sismológicos (ver adiante) indicam que a rotação cresce dentro do Sol e é máxima no centro, onde chega a ser o dobro daquela na superfície. Portanto, o Sol não gira como um corpo rígido e a sua rotação é diferencial. O eixo de rotação faz um ângulo de $7^{\circ}15'$ com o pólo da eclíptica.

A rotação do Sol pode ser considerada muito lenta. Enquanto o Sol concentra quase a totalidade (99,866%) de toda a matéria, ou massa, do Sistema Solar, ele

detêm somente 1/200 do momento angular dos planetas. Como será comentado mais adiante, um mecanismo envolvendo o campo magnético deve ter freado consideravelmente a rotação do Sol quando ele passou pelo estágio T Tauri, pouco antes de ingressar na Sequência Principal (capítulo 7). Há estrelas que giram muito mais depressa e que, por isso mesmo, chegam a se achatar apreciavelmente. No caso, esse achatamento é tão pequeno que dificilmente pode ser detectado.

ESTRUTURA INTERNA DO SOL

O interior do Sol tem sido investigado principalmente através da teoria da evolução e estrutura estelar. O Sol teria se formado há 4,6 bilhões de anos a partir de uma nuvem de gás e de poeira com a seguinte composição química: $X = 0,730$, $Y = 0,245$ e $Z = 0,025$. X , Y e Z denotam, respectivamente, a fração em massa de hidrogênio, hélio e demais elementos químicos mais pesados. A Figura 5.1 ilustra esquematicamente a estrutura interna do Sol.

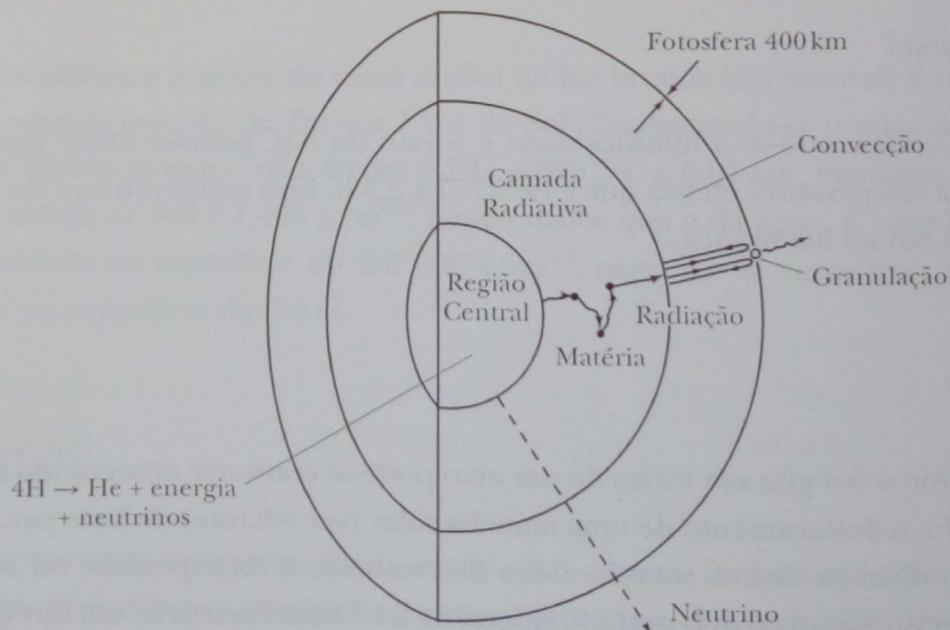


Figura 5.1. Representação esquemática do interior do Sol.

Reações Nucleares na Região Central

Na região central abrangendo $3/10 R_{\odot}$, ocorrem as reações de fusão de quatro núcleos de hidrogênio em um núcleo de hélio. Concomitantemente à

transmutação química do hidrogênio em hélio, uma pequena quantidade de massa é convertida em energia de acordo com a conhecida equação de Einstein, $E = mc^2$, o que dá conta da prodigiosa energia liberada pelo Sol. A cada segundo, 4,7 milhões de toneladas de matéria deixam de existir ao se transformarem em energia. Bem no centro do Sol, a temperatura e a densidade atingem valores máximos: 15 milhões K e 150 g cm^{-3} , respectivamente.

Camada Radiativa

Fora da região central, numa camada com espessura de $4/10 R_{\odot}$, a energia proveniente da região central na forma de fótons energéticos vai pouco a pouco sendo drenada para fora. Aí, a densidade da matéria (comparável à da água) é suficientemente alta para que os fótons encontrem obstáculos para caminhar. Depois de percorrerem apenas alguns centímetros, acabam sendo absorvidos pelos átomos, para depois serem emitidos numa direção qualquer. Assim, o movimento de um fóton individual é aleatório, ora caminhando para fora, ora retornando para o centro do Sol. Mas, no final, pelo fato de a temperatura decrescer de dentro para fora, a difusão de fótons para fora é maior que para dentro, dando lugar a um fluxo radiativo líquido para fora, enquanto a matéria mesma permanece estática. Por isso, essa camada é denominada camada radiativa.

Envelope Convectivo

Por fim, no envelope (ou envoltória) restante com espessura de $3/10 R_{\odot}$, conquanto a densidade tenha diminuído (o que deveria facilitar a passagem da radiação), a diminuição da temperatura favorece a recombinação do núcleo do hidrogênio (próton) com o elétron, e também a formação do íon negativo de hidrogênio, H^- (hidrogênio com um elétron a mais). Os átomos recombinados (H) e os íons negativos de hidrogênio (H^-) absorvem fortemente os fótons, dificultando assim a difusão deles para fora. A energia estagnada acarreta forte aquecimento local, tão forte que bolhas de matéria se estufam, começam a boiar subindo até a superfície do Sol, propelidas pela "força de Arquimedes". Esse processo, chamado convecção, é o mesmo que dinamiza as correntes térmicas ascendentes em nossa atmosfera aproveitadas pelos pássaros e pelos praticantes de asa delta. Ao chegar à superfície do Sol, onde a densidade cai bruscamente, as bolhas conseguem irradiar e se resfriam. Tornando-se mais densas, voltam a afundar. Coletivamente, muitas bolhas ascendentes e descendentes se movem ao

mesmo tempo, estabelecendo uma espécie de esteira que transporta energia de dentro para a superfície do Sol. Ao emergir na superfície do Sol, a energia gerada na região central pelas reações nucleares gastou vários milhões de anos.

O Problema dos Neutrinos Solares

A produção de um núcleo de hélio através da fusão nuclear requer a formação de dois prótons a partir de dois nêutrons, o que implica na produção de dois neutrinos. Neutrinos são partículas que, como o nome sugere, são desprovidas de carga elétrica. Viajam com a velocidade da luz, mas levam incrível vantagem sobre a luz, pois conseguem escapar livremente do Sol, como se o interior solar fosse vácuo. Assim, quando um neutrino emerge da superfície do Sol, ele foi gerado há apenas 2,3 s. Cerca de aproximadamente 2% da energia das reações nucleares é carregada pelos neutrinos. Apesar da enorme dificuldade para se detectar partículas tão esquivas, experimentos vêm sendo realizados desde a década de 70. A medição do fluxo de neutrinos possibilita um diagnóstico físico da região central do Sol no seu estado presente. Constatou-se que o fluxo de neutrinos medido tem apenas 1/3 do valor calculado teoricamente. Isso constitui uma contradição conhecida como o problema dos neutrinos solares, que até o presente momento ainda não foi solucionado.

Hélio-Sismologia

Esse novo ramo da astrofísica solar desenvolveu-se a partir de 1975, quando se reconheceu que movimentos periódicos observados na superfície do Sol, e conhecidos como oscilações de 5 minutos da rede de supergranulações (ver adiante), de fato, eram compostos por 10 milhões de modos oscilatórios. Esses modos foram identificados como modos acústicos, isto é, da mesma natureza das ondas sonoras que fazem o ar vibrar. Cada período distinto de vibração resulta de ondas que se propagam e refletem entre a superfície do Sol e uma dada camada interna, como ocorre num instrumento musical.

Oscilações da superfície solar com um determinado período, e com velocidade de apenas 3 cm s^{-1} , podem ser detectadas, possibilitando o diagnóstico da temperatura, composição química, espessura do envelope convectivo, grau de mistura dos elementos químicos, rotação e outras propriedades físicas do interior do Sol.

Os dados hélio-sísmicos, de um modo geral, têm confirmado os modelos vigentes do interior do Sol. Mas trouxeram à tona um conjunto de pequenas dis-

crepâncias que ainda não foram explicadas. Também foram observadas oscilações com período de 1 hora ou mais, que podem consistir em ondas *g*, isto é, ondas de gravidade, de natureza similar às que ocorrem na superfície dos oceanos.

ATMOSFERA DO SOL

Fotosfera

Fotosfera, do grego, significa esfera de luz. É a bola luminosa, tal como o Sol se nos apresenta na luz branca, ou natural (Atlas, imagem 3). Ela consiste numa camada ou casca com aproximadamente 400 km de espessura. A base dessa camada é usualmente considerada a superfície do Sol. A partir dela é que é medida a altura de um ponto qualquer na atmosfera do Sol. Abaixo dela, a densidade da matéria é suficientemente alta para impedir que os fótons consigam escapar livremente. Portanto, os raios de luz que chegam até a Terra não emanam diretamente dali. Acima dela, a matéria já é suficientemente rarefeita para que os fótons consigam escapar livremente. Fotosfera, portanto, é aquela camada de onde o grosso dos raios solares visíveis emana diretamente para fora do Sol. Mesmo na sua base, a densidade é 5 mil vezes menor que a do ar que respiramos. A temperatura decresce com a altura. No seu topo ela é mínima, cerca de 4 200 K. Acima daí a temperatura volta a aumentar; por isso, o topo da fotosfera é chamado de camada de inversão. O fato de a fotosfera ser tão fina (apenas $0,0006 R_{\odot}$) faz com que o disco do Sol tenha bordos nitidamente delineados. Caso contrário, o Sol teria bordos difusos como de uma nebulosa.

O brilho fotosférico ilumina o dia em nosso planeta. Mas ele é excessivo para ser observado diretamente por nossos olhos. A tendência instintiva que temos de desviar os olhos do Sol é uma defesa natural para não lesarmos a nossa retina. Nunca se deve olhar para o disco do Sol diretamente, ainda que por um intervalo de tempo muito curto. O Sol pode ser observado com segurança através da imagem refletida em um espelhinho sobre uma superfície, ou projetada por uma câmara escura com orifício. Também podem-se utilizar filtros, mas deve-se assegurar que estes sejam adequados, bloqueando também as radiações que, embora não sejam percebidas pela nossa visão, são lesivas, podendo até mesmo causar cegueira.

■ Granulações Solares

A fotosfera não é lisa, mas cheia de granulações brilhantes no centro e escuras nos bordos. O disco solar se assemelha a um prato de arroz. O centro de

cada granulação é o topo de uma coluna ascendente da camada convectiva mencionada pouco antes. Nos bordos, o gás resfriado mergulha. Uma granulação pode ter diâmetro entre 200 e 2 mil km e sobrevive, em média, 6 minutos. A ação conjunta das colunas convectivas ascendentes e descendentes assegura um transporte de energia constante e estável do interior do Sol para a sua superfície.

■ Obscurecimento do Limbo

Na luz branca, o brilho é máximo no centro do disco solar, caindo para cerca de 20% nos bordos (Atlas, imagem 3). A causa é o já mencionado decréscimo da temperatura nas camadas mais externas da fotosfera. Para um observador na Terra, essas camadas (à semelhança de uma neblina) dificultam a observação das camadas internas, mais nos bordos do que no centro do disco. A Figura 5.2 mostra o efeito geométrico pelo qual, somente na parte central do disco, conseguimos “enxergar” as camadas mais profundas, portanto, mais quentes e brilhantes da fotosfera.

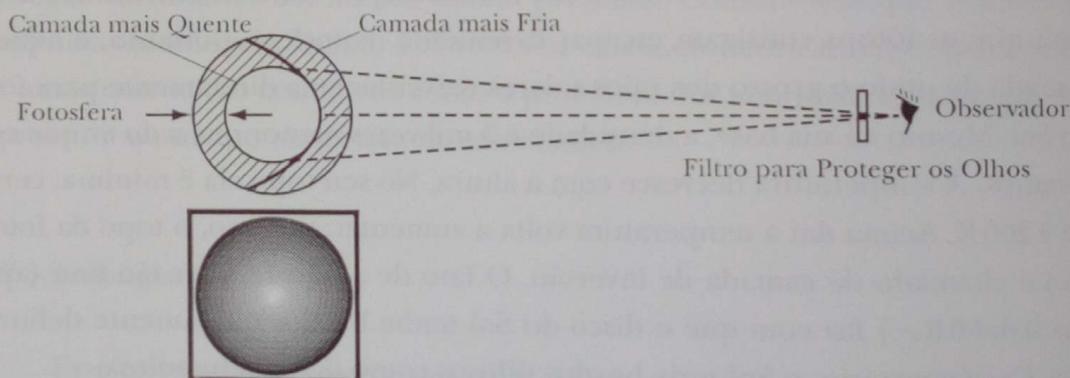


Figura 5.2. Os raios de luz do limbo solar são provenientes de camadas mais externas, portanto, mais frias e menos brilhantes da fotosfera.

■ Linhas de Fraunhofer

O espectro da luz branca da fotosfera não se distribui de forma contínua, mas apresenta falhas na forma de linhas escuras bem-definidas. No século passado, o alemão Fraunhofer catalogou 574 dessas linhas, que acabaram recebendo o seu nome.

A luz proveniente da base da fotosfera não é entrecortada por essas linhas escuras. Mas, ao passarem pelas camadas externas mais frias da cromosfera, átomos absorvem (ou removem) a luz em comprimentos de onda bem determinados, dando origem às linhas escuras. O comprimento de onda de uma linha escura (ou de absorção) permite identificar a espécie de átomo (elemento quí-

mico) presente no Sol, que absorveu a luz. Portanto, as linhas de Fraunhofer permitem investigar a composição química do Sol, além de diversas propriedades físicas da fotosfera solar, tais como: densidade, pressão, temperatura, movimentos radiais e campos magnéticos.

Cromosfera

Cromosfera, do grego, significa esfera colorida. Ela pode ser observada a olho nu em eclipses totais do Sol, bem no início ou bem no fim da *totalidade*, como uma fina camada avermelhada da atmosfera solar logo acima da fotosfera. Sua cor é devida à intensa emissão do átomo de hidrogênio na linha $H\alpha$, a primeira linha da série de Balmer do hidrogênio.

A base da cromosfera se localiza na citada camada de inversão, que é o topo da fotosfera. A espessura da cromosfera é de 2 000 km aproximadamente. A temperatura cresce com a altura e atinge 25 000 K no seu topo. A radiação fotosférica é incapaz de aquecer a cromosfera. Ela é aquecida por ondas de natureza magnética excitadas pelo movimento turbulento do envelope convectivo. Tais ondas podem ser canalizadas pelo campo magnético solar e, assim, chegarem até a cromosfera onde se dissipam e a aquecem.

A densidade na base e no topo da cromosfera é, respectivamente, 1 000 vezes e 1 milhão de vezes menor que na base da fotosfera. Por isso, na luz branca, a cromosfera é transparente e invisível. Ela só pode ser observada através de algumas linhas espectrais, como a já citada linha $H\alpha$, ou as linhas H e K do CaII (a notação para esta última linha adota a seguinte convenção: o número de elétrons que o átomo perdeu é igual ao número em algarismos romanos menos um; no caso, CaII refere-se ao cálcio ionizado que perdeu um elétron).

Observações do disco solar nessas linhas revelam que as estruturas cromosféricas são altamente complexas e magnetizadas. Elas se distribuem formando um mosaico de células denominadas supergranulações, que são uma extensão do envelope convectivo nas camadas mais altas da cromosfera. O diâmetro de uma supergranulação é de 30 000 km, e seu tempo de vida médio é de meio dia. Nos bordos das supergranulações encontram-se estruturas escuras, quase verticais, chamadas espículos, medindo cada uma cerca de 700 km de diâmetro e 7 000 km de altura (Figura 5.3). Observações no bordo do disco solar revelam os espículos coletivamente formando florestas.

Recentemente, através de observações do monóxido de carbono (CO) no infravermelho próximo (de comprimentos de onda mais curtos), constatou-se, com surpresa, que as camadas mais baixas da cromosfera têm uma componente majoritária fria (apenas aproximadamente 4 000 K) que ocupa a parte central



Figura 5.3. Estrutura cromosférica com supergranulações e espículos ao redor destas (Pic du Midi).

das supergranulações. A componente quente, que é minoritária, fica confinada nos bordos das supergranulações onde se encontram os espículos. Mas, à medida que se sobe para camadas mais altas, a componente quente se torna majoritária, preenchendo maiores volumes. Como regra geral, o gás quente aparece associado a campos magnéticos mais intensos, o que corrobora a idéia de que o aquecimento da cromosfera é promovido por ondas magnéticas. A cromosfera também pode ser estudada através das ondas de rádio que emite, mais curtas que 10 cm.

Região de Transição Cromosfera-Coroa

Logo acima da cromosfera existe uma camada com apenas dezenas de milhares de quilômetros de espessura em que a temperatura rapidamente sobe de 25 000 K para 2 milhões K. Ela é chamada região de transição cromosfera-coroa. Seu diagnóstico é feito através de ondas de rádio e de linhas emitidas no ultravioleta.

Coroa

A coroa solar é a parte mais externa e extensa da atmosfera solar. Sua espessura não é bem-definida, mas chega a vários raios solares. A principal característica da coroa é a sua densidade baixa e temperatura elevada (aproximadamente 2 milhões K) e bastante uniforme. Nessa temperatura, o hidrogênio não subsiste como átomo eletricamente neutro combinando um próton com um elétron, mas torna-se ionizado. Assim sendo, a coroa é basicamente um gás formado de prótons e elétrons livres, ou plasma. O átomo de ferro também se encontra altamente ionizado. Por exemplo, o Fe XIV perdeu 13 dos seus 26 elétrons. Já se sabe que o campo magnético exerce um papel essencial no aquecimento da coroa. Todavia, o mecanismo preciso do aquecimento da coroa é ainda desconhecido e constitui um tema palpitante de discussões e de pesquisa. A coroa pode ser observada a olho nu em eclipses totais do Sol (Figura 5.4). Sua luz pode ser subdividida em três componentes:

■ Coroa K

A luz da coroa K não é outra senão a própria luz da fotosfera solar refletida pelos elétrons livres. Onde o brilho da coroa K é maior, aí a quantidade de elétrons livres ao longo da linha de visada é, também, maior. Mas a distribuição dos elétrons na coroa é regida pela distribuição espacial do campo magnético. Este exerce pressão, como se fosse um gás. Desta forma, a distribuição do brilho da coroa K informa não apenas sobre a distribuição dos elétrons, mas também



Figura 5.4. Coroa solar na luz branca. Eclipse de 31.07.1981 (IAP).

do campo magnético na coroa. O brilho médio da parte mais interna da coroa K é cerca de um milionésimo do brilho do centro do disco fotosférico. Pode-se, então, para concluir que há cerca de 10^8 elétrons livres por centímetro cúbico, o que corresponde a 10^{-7} vezes a densidade na base da fotosfera. A coroa K pode ser estudada, também, através das ondas de rádio que ela emite em comprimentos de onda mais longos que aproximadamente 1 m, ou através da emissão de raios X entre 3 e 60 Å, como mostra a imagem 4 do Atlas. Nessa imagem, as partes mais brilhantes são arcos magnéticos formando estruturas fechadas, dentro das quais o plasma coronal fica confinado, como que numa garrafa magnética. As partes mais escuras, onde a densidade e temperatura são menores, são chamadas buracos coronais. Nelas, o campo magnético forma estruturas abertas para o meio interplanetário, que deixam o plasma coronal escapar na forma de vento solar. Em resumo, os buracos coronais são a fonte do vento solar.

■ Coroa E

A luz da coroa E consiste na luz emitida em linhas por átomos altamente ionizados, tais como o Fe X, o Ca XV e o Fe XIV. A luz de algumas dessas linhas da coroa E é tão intensa que, em geral, o coronógrafo (instrumento inventado na década de 30 pelo francês Lyot para produzir eclipses artificiais) é usado para a observação no solo da coroa E, fora de eclipses. Com o coronógrafo no espaço podem ser observadas linhas no ultravioleta e em raios X de íons ainda mais altamente ionizados.

■ Coroa F

Parte da luz observada ao redor do Sol em eclipses é luz fotosférica refletida por grãos de poeira zodiacal. Há uma acumulação desses grãos, micrométricos ou maiores, no plano da eclíptica. Eles resultam da fragmentação de asteróides, quando estes colidem entre si, ou de restos deixados por cometas. Como a massa desses grãos é bem maior que a dos elétrons e, além disso, estes estão a 2 milhões K, o rápido movimento dos elétrons da coroa K praticamente oblitera as linhas de Fraunhofer, o que não ocorre com a coroa F. O brilho da coroa F é tanto maior quanto maior a quantidade de grãos presentes na linha de visada. Muito provavelmente não há grãos a menos de aproximadamente $4R_{\odot}$ do Sol, pois o aquecimento aí é tão grande que os grãos são vaporizados e destruídos.

Vento Solar

Cometas têm dois tipos de cauda: de poeira e de gás ionizado. Esta última é formada a partir das moléculas liberadas pelo núcleo do cometa.

O fato de essa cauda estar sistematicamente voltada para a direção oposta à do Sol levou o alemão Biermann a sugerir, na década de 50, que do Sol emanava constantemente um vento solar. Através desse vento, o Sol exerceria uma ação repulsiva sobre a cauda de gás ionizado. Mas foi somente em 1962 que a sonda espacial *Mariner 2*, na sua rota para Vênus, confirmou a existência do vento solar.

Os principais constituintes do vento solar são: elétrons e prótons, em quantidades iguais, e partículas α (núcleos do hélio) na proporção de 3 a 4 % dos elétrons. Perto da órbita da Terra, a densidade dos elétrons é 3 a 4 cm^{-3} e a temperatura, 100 a 200 000 K; a velocidade do vento é supersônica e predominantemente radial, variando de 500 a 750 km s^{-1} ; o campo magnético é de 40 a 60 μG , mas desvia-se significativamente da direção radial. Uma característica importante do vento solar é a sua inhomogeneidade espacial e variabilidade temporal.

Um fluido que conduz bem eletricidade “congela” o campo magnético que o permeia. Isto é, o campo magnético acompanha todos os movimentos e deformações do fluido. Ora, o vento solar pode ser considerado um fluido que conduz bem eletricidade. Portanto, ele tem capacidade de congelar o campo magnético e de arrastá-lo consigo. O fato de que o Sol gira enquanto ejeta o vento solar faz com que o campo magnético congelado não saia radialmente, mas se enrole formando a figura geométrica da “espiral de Arquimedes”, como mostra a Figura 5.5.

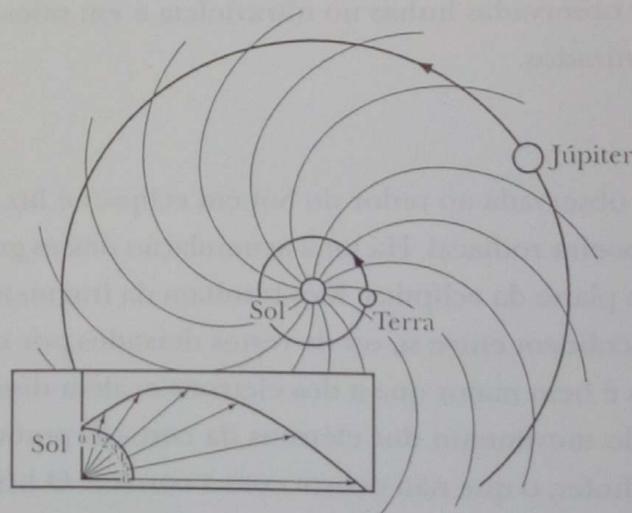


Figura 5.5. Enrolamento do campo magnético do vento solar segundo espirais de Arquimedes. Observações feitas pelo satélite IMP-1 revelaram que há um número par de setores magnéticos na eclíptica. A polaridade magnética norte ou sul é bem-definida dentro de cada setor, e se alterna entre setores vizinhos. Os números representam o tempo passado desde que o vento abandonou o Sol.

O vento solar deve ser encarado como uma extensão dinâmica da coroa. A temperatura bastante homogênea da coroa, decorrente da elevada condutividade térmica do quente plasma coronal, é incompatível com a idéia de uma

coroa em equilíbrio hidrostático. Em 1958, Parker propôs que a coroa precisa estar em expansão dinâmica. Essa expansão constitui o próprio vento solar. A velocidade de expansão sempre aumenta conforme se afasta do Sol, tornando-se supersônica depois de passar por um ponto crítico. Mas o vento solar é mais complicado do que isso, sendo fortemente influenciado pelo campo magnético. Ele se origina principalmente nos buracos coronais. Todavia, ainda não se sabe ao certo o local onde ocorre a aceleração do vento solar. O mecanismo acelerador preciso também continua desconhecido.

A expansão do vento solar deve ultrapassar a órbita de Plutão. Em princípio, ela deve cessar quando encontrar resistência imposta pelo gás do meio interestelar. Nesse sentido, em volta do Sol há uma bolha de plasma inflada pelo vento solar chamada heliosfera.

O vento solar, como foi dito, não constitui um mecanismo relevante de perda de massa para o Sol. Mas é um mecanismo importante de freamento da rotação, ou perda de momento angular do Sol. O campo magnético congelado atua como os raios de uma roda de bicicleta, fazendo com que o vento solar tenda a girar com o Sol. Como o vento solar se afasta do Sol, ele leva embora consigo a rotação do Sol, e este passa a girar cada vez mais lentamente. Cálculos mostram que a rotação solar pode ser freada consideravelmente no tempo de vida do Sol. Tendo, talvez, ocorrido ventos muito mais intensos quando o Sol passou pelo estágio T Tauri, o freamento rotacional provavelmente foi muito mais eficiente no passado, justificando a lenta rotação atual do Sol.

ATIVIDADE SOLAR

O Sol não é uma estrela monótona, de comportamento invariável. Sua radiação eletromagnética varia ao longo do tempo, assim como o fluxo de partículas lançado para o espaço. Há variações em várias escalas de tempo. Não será incluída nesta discussão a variação secular da luminosidade e da temperatura ligada à lenta evolução do Sol na Sequência Principal, nem os movimentos, variações de brilho e de tamanho associados às oscilações hélio-sísmicas.

Ciclo Solar de 11 Anos

A manifestação básica da atividade solar consiste na ocorrência das manchas solares. Estas podem ser observadas na fotosfera solar como formações escuras (Figura 5.6). Nelas há um forte campo magnético, umas 50 000 vezes

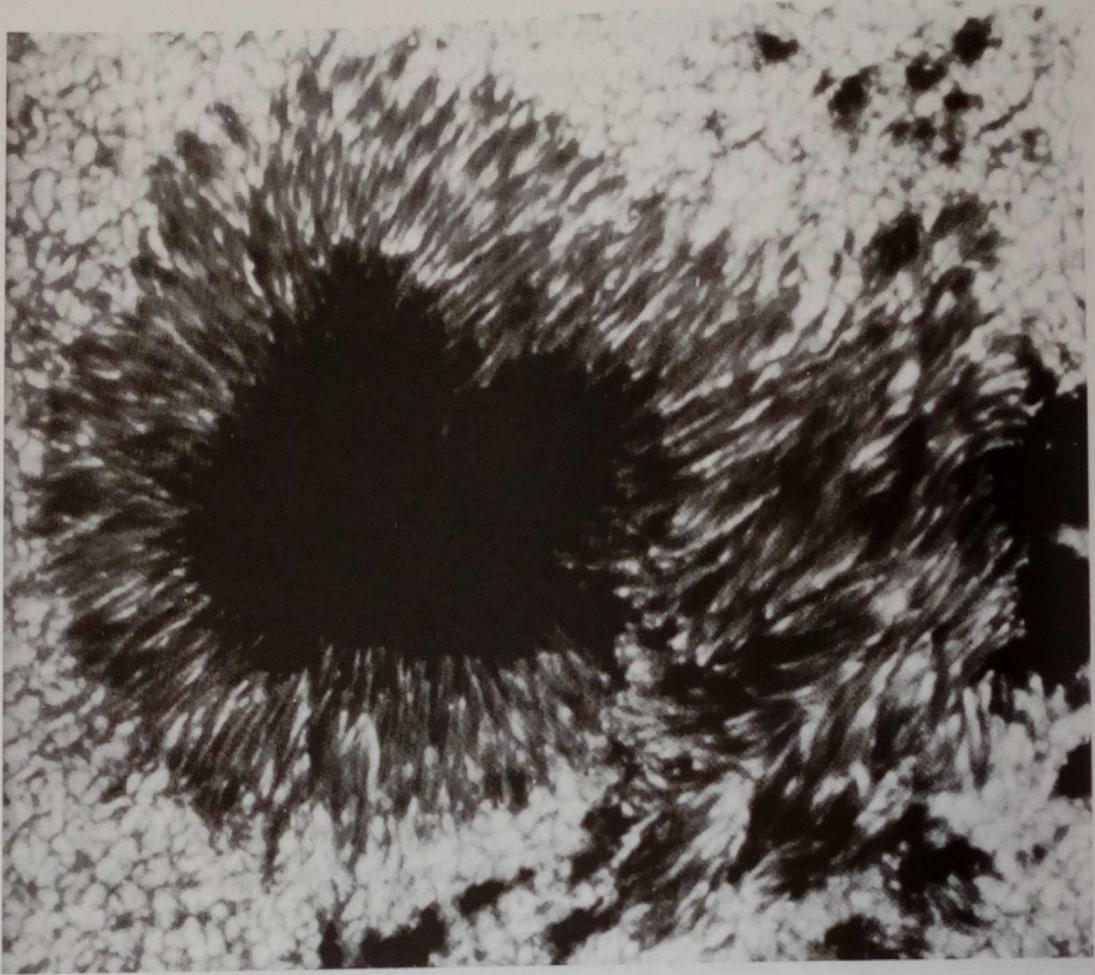


Figura 5.6. Mancha solar com a umbra, mais escura, no centro; e a penumbra em volta, toda fibrosa e com um tom cinza intermediário (Pic du Midi).

mais intenso do que nos pólos magnéticos da Terra. Por causa desse campo, a mancha é até 2 000 K mais fria do que a fotosfera circundante e, portanto, mais escura. Mas até agora não se sabe ao certo como o campo magnético atua na mancha, de modo a torná-la mais fria. Uma sugestão é a de que ele inibe o transporte convectivo.

Uma mancha quando surge é muito pequena. Depois cresce, se fragmenta e, após algumas rotações do Sol (alguns meses), desaparece. Como o campo magnético é bipolar, a uma mancha com polaridade norte, por exemplo, deve necessariamente corresponder outra com polaridade inversa (sul). Mas, enquanto a mancha de uma polaridade pode ser muito concentrada, a de outra pode ser bastante dispersa. Assim, manchas costumam aparecer em grupo.

Em 1844, o astrônomo amador alemão Schwabe descobriu que o número de manchas solares variava ciclicamente (parte inferior da Figura 5.7). A periodicidade média é de 11,2 anos. Convencionalmente, considera-se que um ciclo solar tem início quando o número de manchas é mínimo. Então, as poucas manchas que surgem localizam-se longe do equador solar em ambos os hemisférios, em latitudes heliográficas entre 30 e 35°. Mas, conforme o ciclo evolui, as novas manchas passam a surgir cada vez mais perto do equador solar. Isso está representado na parte superior da Figura 5.7 e o gráfico é sugestivamente conhecido como "diagrama da borboleta".

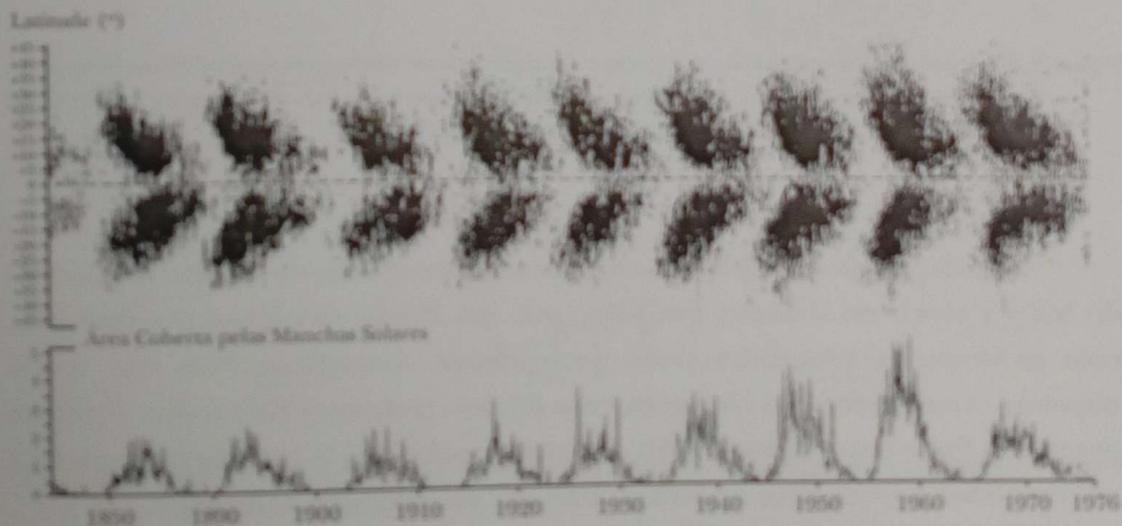


Figura 5.7 Em cima: diagrama da borboleta. Embaixo: variação cíclica do número de manchas solares.

As manchas, como já foi dito, giram com o Sol. Num dado grupo de manchas, a que vai na frente tem uma polaridade magnética e a que vem atrás tem polaridade oposta. Manchas de ambas as polaridades num grupo tendem a se

alinhar quase paralelamente ao equador do Sol. Se, dentro de um ciclo solar, as manchas que vão na frente tiverem uma polaridade no hemisfério solar norte, no hemisfério solar sul elas terão polaridade oposta. No ciclo solar seguinte, tudo se repete com as polaridades invertidas. Neste sentido, embora o ciclo de atividade seja de 11,2 anos, o ciclo magnético é de 22,4 anos (Figura 5.8).

Além do campo presente nas manchas, o Sol tem também um campo magnético geral que se manifesta nos seus pólos magnéticos norte e sul. Deve haver um acoplamento entre ambos os campos. O campo magnético geral também inverte sua polaridade a cada 11,2 anos, mas isso acontece no meio do ciclo, quando a atividade (ou número de manchas) é máximo.

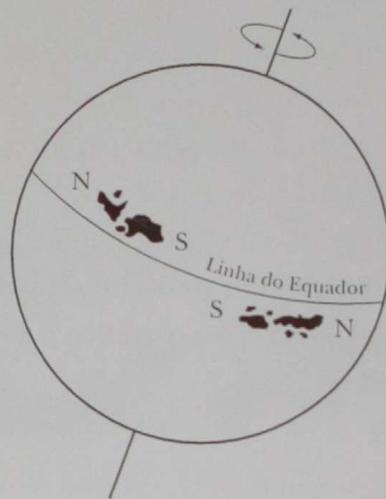


Figura 5.8. A polaridade magnética em grupos de manchas de diferentes hemisférios solares. No ciclo solar seguinte, a polaridade se inverte. Diz-se que uma mancha vai à frente, ou atrás, de acordo com o sentido da rotação do Sol.

A teoria que pode explicar o comportamento cíclico do campo magnético do Sol é a teoria do dínamo. Em princípio, um fluido eletricamente condutor com movimentos adequados pode gerar campo magnético. Mas essa teoria depende crucialmente do conhecimento de dois processos físicos que ocorrem dentro do Sol e que, portanto, não são bem conhecidos: a rotação diferencial e os complexos movimentos turbulentos do gás no envelope convectivo.

O casal Babcock propôs um modelo fenomenológico de dínamo para explicar o ciclo solar. No começo do mesmo, o campo magnético seria predominantemente polar, isto é, orientado de um pólo a outro, por exemplo, do Pólo Sul para o norte como na Figura 5.9a. Mas o Sol gira diferencialmente: a rotação é mais rápida no equador do que nas regiões polares. Após muitas rotações do Sol, o campo magnético que está congelado acaba sendo esticado paralelamente ao equador (Figuras 5.9b e c), criando um campo equatorial amplificado. Notar

nas figuras que o campo equatorial acaba ficando com polaridades invertidas nos hemisférios norte e sul. Sob a ação da “força de Arquimedes”, esses campos sobem para a superfície do Sol e, em alguns pontos, eles emergem (Figura 5.9d), dando origem às manchas solares. O modelo explica a polaridade das manchas que vão à frente e atrás, e a sua inversão nos hemisférios norte e sul.

Campos de manchas com polaridades invertidas ao se aproximarem destroem-se mutuamente. A energia resultante dinamiza as violentas erupções solares (ver adiante). Tal destruição, de uma forma mais amena, ocorreria também na região equatorial e na região polar (Figura 5.9e). Em ambos os hemisférios do Sol, uma circulação da matéria na fotosfera tenderia a arrastar as manchas que vão à frente para o equador e as manchas que vão atrás para o respectivo pólo. Como resultado, o campo equatorial passaria a se dispor na direção norte-sul do Sol. Na região equatorial, as manchas que vão à frente nos hemisférios opostos se destruiriam mutuamente. Na região polar, as manchas que vão atrás, depois de cancelarem todo o campo oposto presente no pólo, ainda sobreviveriam, restabelecendo um campo polar inicial, porém com polaridade invertida (Figura 5.9f).

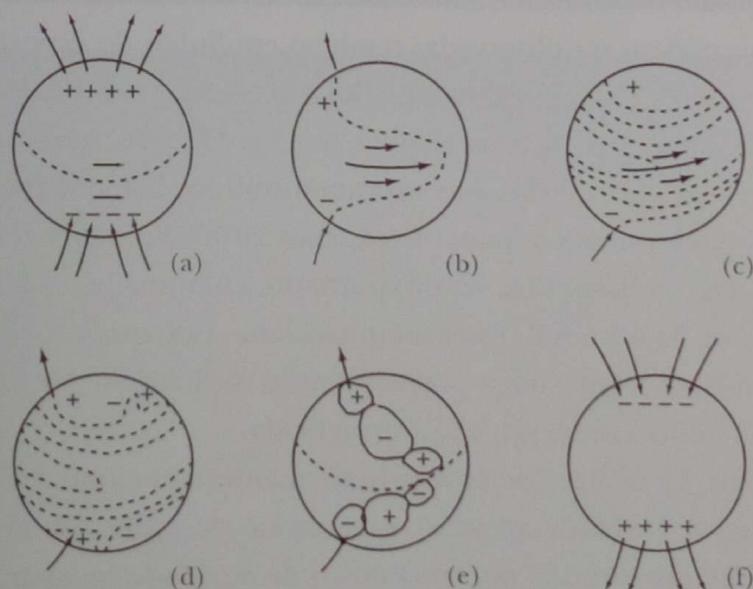


Figura 5.9. Modelo de dínamo solar dos Babcock. As linhas tracejadas indicam campo magnético no interior do Sol.

Há indícios de que nem sempre a atividade solar foi cíclica. Entre 1645 e 1715 o Sol não teria tido nenhuma mancha. Essa anomalia é conhecida como “mínimo de Maunder” e é coerente com a ausência de registros de auroras polares em crônicas da época. Três dessas anomalias teriam ocorrido nos últimos mil anos, segundo análises da abundância do carbono-14 (^{14}C) em anéis concêntri-

cos de troncos de árvores longevas. Esse isótopo é produzido pelos raios cósmicos na atmosfera da Terra, que só conseguem penetrá-la quando o Sol está com pouca atividade. Quando o Sol está ativo, seu campo magnético atua mais efetivamente como uma couraça contra a penetração de raios cósmicos. Por outro lado, sedimentos glaciais australianos parecem registrar o ciclo solar já há 680 milhões de anos.

Centros de Atividade

Há alterações físicas que ocorrem acima das manchas, em camadas mais altas da atmosfera solar. Esse conjunto de alterações forma os centros de atividade solar. Um grande centro de atividade pode sobreviver por várias rotações solares, mas a maioria sobrevive apenas por algumas semanas.

As camadas mais altas da fotosfera sofrem aquecimento maior e se manifestam como *fáculas*. São regiões mais claras na luz branca que, em virtude do maior contraste, são melhor vistas nos bordos obscurecidos do Sol.

Acima das *fáculas*, em alturas cromosféricas, na luz de linhas como H e K do Ca II (Figura 5.10a), destacam-se estruturas com maior brilho chamadas *praias*. As *praias* podem ser observadas também em linhas do espectro ultravioleta ou em microondas. Principalmente na linha H α pode-se notar com frequência a presença de filamentos escuros (Figura 5.10b). São estruturas magnetizadas com largura de apenas 6 000 km e comprimento de várias centenas de milhares de quilômetros. Consistem em matéria a apenas 20 000 K, suspensa a várias dezenas de milhares de quilômetros, sendo, portanto, circundadas pela coroa do Sol a nada menos que 2 milhões K. Esses mesmos filamentos, quando vistos no bordo do disco solar, aparecem como proeminências brilhantes. Nos eclipses, eles podem ser facilmente vistos com cor avermelhada.

Já na coroa, os centros de atividade se manifestam como regiões mais brilhantes em raios X (Atlas, imagem 4) e em ondas de rádio. Observações, feitas na Terra, da radiação emitida por um centro de atividade mostram uma modulação de cerca de 27 dias que corresponde ao período sinódico da rotação do Sol. A emissão tende a ser máxima quando o centro de atividade cruza o meridiano central do Sol.

Erupções Solares

Nos centros de atividade, a estrutura magnética pode se tornar bastante complexa. Essa complexidade estrutural, na forma de torções, enrolamentos e

a.



b.

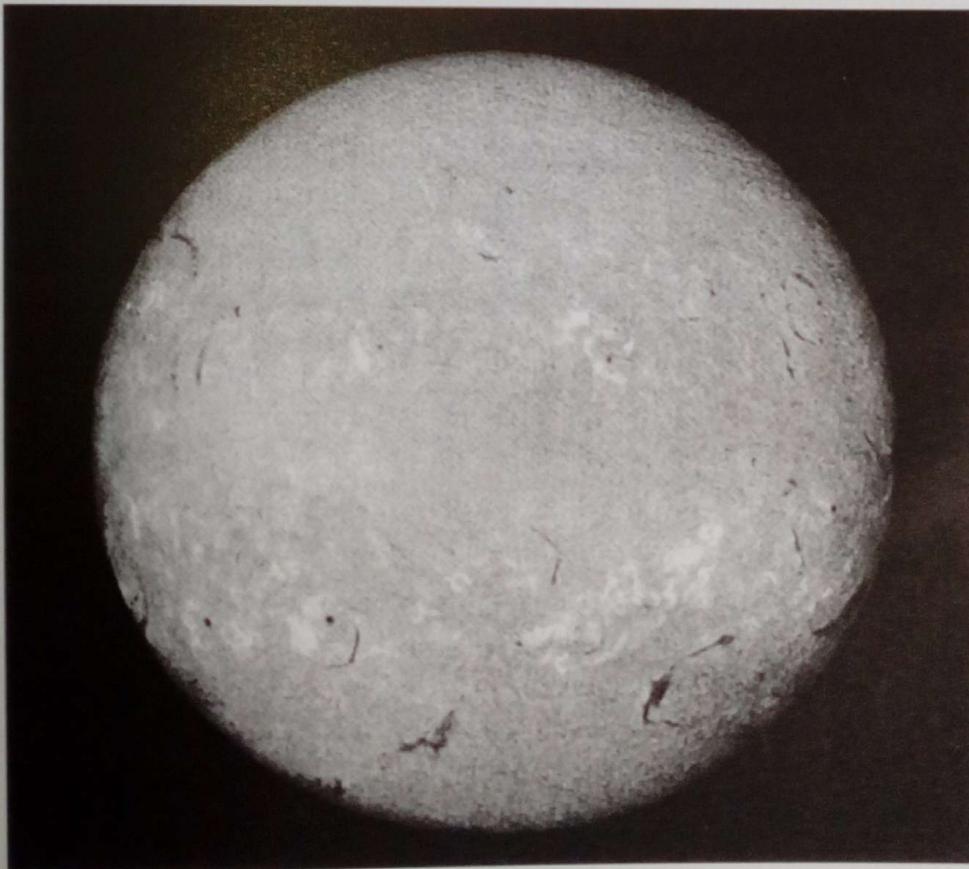


Figura 5.10. Imagens do Sol obtidas no mesmo dia: (a) na linha K do CaII do cálcio; (b) na linha H α (Observatoire de Paris).

cisalhamentos, está diretamente relacionada com o armazenamento de energia magnética. Erupções solares ocorrem quando uma grande quantidade de energia magnética, armazenada num volume relativamente pequeno do centro de atividade, é liberada de forma súbita provocando aceleração de partículas, aquecimento do gás e conseqüente emissão de radiação eletromagnética. A energia de uma erupção típica normalmente observada seria suficiente para suprir as necessidades de energia elétrica de todo o mundo por vários milhões de anos. Após a liberação da energia, a estrutura do campo magnético torna-se menos complexa.

A emissão na linha $H\alpha$ é geralmente conspícua e se apresenta na forma de fulguração. Concomitantemente, ocorrem emissões em microondas, ondas de rádio, radiação ultravioleta, raios X e γ . Estas últimas provocam alterações na ionosfera da Terra e, conseqüentemente, na propagação de ondas curtas de rádio usadas nas telecomunicações. Erupções mais fortes são acompanhadas de ejeção de prótons, elétrons e núcleos de átomos. Depois de atravessarem a coroa solar, onde provocam emissões de ondas de rádio, parte dessas partículas pode alcançar a Terra. Como se propagam com velocidade menor que a da luz, as partículas chegam à Terra várias horas depois da radiação eletromagnética produzida pela mesma erupção. As partículas com carga elétrica interagem com o campo magnético da Terra e produzem as tempestades magnéticas e as auroras polares.

Por fim, é interessante notar que a atividade solar não é privilégio do Sol. Semelhante atividade tem sido constatada em várias estrelas do ramo inferior da Seqüência Principal (variação da emissão em linhas cromosféricas, fenômeno de erupções estelares (ou *star flares* etc). Parece que todas essas estrelas compartilham de propriedades comuns: envelope convectivo, campo magnético gerado pelo mecanismo de dínamo, rotação lenta e atividade cromosférica.