

A NOSSA ESTRELA:

O SOL

1

Vera Jatenco Pereira

- 1.1** Introdução
- 1.2** Características Gerais
- 1.3** A estrutura interna do Sol
- 1.4** A Estrutura da Superfície do Sol: Fotosfera
 - 1.4.1** Espectro de Absorção
- 1.5** A estrutura externa do Sol
 - 1.5.1** Cromosfera
 - 1.5.1.1** Espectro
 - 1.5.1.2** Atividade Cromosférica
 - 1.5.2** Região de transição
 - 1.5.3** Coroa solar
- 1.6** Atividade solar
 - 1.6.1** Manchas solares e o ciclo de 11 anos
 - 1.6.2** Campo magnético geral e o ciclo magnético
 - 1.6.3** Centros de atividade
 - 1.6.4** Vento solar

O material desta disciplina foi produzido pelo Centro de Ensino e Pesquisa Aplicada (CEPA) do Instituto de Física da Universidade de São Paulo (USP) para o projeto Licenciatura em Ciências (USP/Univesp).

Créditos

Coordenação de Produção: Beatriz Borges Casaro.

Revisão de Texto: Marcia Azevedo Coelho, Marina Keiko Tokumaru e Paulo Barroso.

Design Instrucional: Fernanda Diniz Junqueira Franco, Gezilda Balbino Pereira, Juliana Moraes Marques Giordano, Melissa Gabarrone, Michelle Carvalho e Vani Kenski.

Projeto Gráfico e Diagramação: Daniella de Romero Pecora, Leandro de Oliveira, Priscila Pesce Lopes de Oliveira e Rafael de Queiroz Oliveira.

Ilustração: Alexandre Rocha, Aline Antunes, Benson Chin, Camila Torrano, Celso Roberto Lourenço, João Costa, Lidia Yoshino, Mauricio Rheinlander Klein e Thiago A. M. S.

Fotografia: Jairo Gonçalves.



1.1 Introdução

Na disciplina **Céu aparente, Sistema solar e Exoplanetas**, vimos o Sol como a estrela do Sistema Solar e abordamos seus aspectos mais correlacionados com o sistema planetário, sobretudo sua interação com a Terra. Nesta aula, veremos o Sol como estrela, uma das inúmeras que compõem nossa galáxia.

A massa do Sol e sua distância da Terra só foram determinadas, com precisão razoável, no século XVIII. A primeira estimativa quantitativa da massa do Sol é atribuída a Isaac Newton. Ele apresentou o cálculo no seu livro *Principia Mathematica*, fazendo uso da recém-formulada gravitação universal.

Com o passar do tempo novos instrumentos foram construídos e instalados em observatórios, alguns especificamente dedicados à observação solar. Esses instrumentos fizeram-nos conhecer fenômenos e processos dinâmicos no Sol, completamente desconhecidos até então. A cada nova descoberta novas questões surgiam. O que causa as misteriosas manchas solares? Por que o número de manchas solares aumenta e diminui de maneira regular? O que causa as violentas explosões associadas com as manchas? Como esse fenômeno afeta a Terra?

Hoje procuramos obter um conhecimento maior observando o Sol no espaço. Sem a limitação observacional imposta pela atmosfera terrestre, poderosos observatórios espaciais começaram a fornecer respostas sobre sua complexa estrutura dinâmica. Com objetivo de coletar dados sobre o Sol, várias sondas e satélites foram lançados por agências americanas e europeias.

1.2 Características Gerais

Como todas as estrelas, o Sol constitui-se de uma esfera de gás ionizado (plasma) brilhante, sustentada por sua própria gravidade e pelas forças geradas por reações nucleares que ocorrem no seu centro. Ele é uma estrela da **Sequência Principal**, já tem 4,6 bilhões de anos e deverá durar outro tanto até a sua morte. Comparado com outras estrelas, em termos de massa, raio, brilho e composição química, o Sol está na faixa média de valores desses parâmetros.

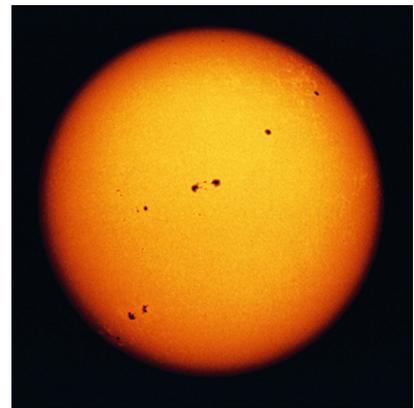


Figura 1.1: Imagem do disco solar na luz visível. / Fonte: NASA.

Os gases no interior solar, principalmente hidrogênio (71% da massa solar) e hélio (27% da massa solar), encontram-se quase completamente ionizados, pois estão submetidos a temperatura, pressão e densidade muito elevadas, que aumentam com a profundidade em direção ao centro do Sol. Assim, na região mais central, as condições físicas propiciam as reações termonucleares de transformação do hidrogênio em hélio, liberando então grandes quantidades de energia em forma de fótons e movimentos térmicos.

Na região espectral do visível, nós observamos apenas o disco solar de contorno bem definido. Esse disco é a **fotosfera** (esfera de luz), uma fina camada com espessura menor que 0,1% do raio do Sol. Sendo gasoso, o Sol não tem uma superfície sólida ou líquida como há na Terra. A fotosfera é considerada a superfície solar, já que, sendo relativamente muito fina e opaca, nos impede de ver camadas mais internas. No entanto, a estrutura interna do Sol pode ser representada por várias camadas, estabelecendo regiões sob diferentes condições físicas, discutidas a seguir.

1.3 A estrutura interna do Sol

Internamente, o Sol é composto basicamente de três camadas sem nítidas fronteiras entre elas e um **núcleo** central com alta densidade e temperatura, onde ocorrem as reações de transformação de hidrogênio em hélio. A cada segundo, 600 milhões de toneladas de hidrogênio são convertidas em 596 milhões de toneladas de hélio e 4 milhões de toneladas são convertidas em energia.

A massa do núcleo do hidrogênio (^1H) vale 1,007852 u.m.a.¹ São necessários 4 ^1H para produzir um núcleo do hélio ^4He , cuja massa equivale a 4,002603 u.m.a.. Essa diferença de massa ($\Delta m = 4^1\text{H} - 1^4\text{He} = 0,028805$ u.m.a.), equivalente a 0,7 % de ^1H , é convertida em energia através da fórmula de Einstein ($E = \Delta m \times c^2$). Assim, é fácil verificar que cada conversão de 4 ^1H em 1 ^4He libera $4,2826 \times 10^{-5}$ erg (26,73 MeV) de energia.

¹ Unidade de massa atômica.

Utilizando ainda a equação de Einstein, podemos verificar que 1 kg de matéria fornece cerca de 9×10^{23} ergs de energia. A luminosidade do Sol (potência de energia emitida) medida na Terra é de cerca de $3,8 \times 10^{33}$ ergs/s ($3,8 \times 10^{26}$ Watts). Para saber a quantidade de matéria que o Sol converte em energia a cada segundo dividimos este por aquele:

$$E = \frac{3,8 \times 10^{33} \text{ erg/s}}{9 \times 10^{23} \text{ erg/s}} = 4,2 \times 10^9 \text{ kg/s}$$

1.1

ou cerca de 4 milhões de toneladas.

Outra estimativa simples que podemos fazer é o tempo de vida que ainda resta ao Sol se ele continuar produzindo energia nessa taxa. A massa solar pode ser estimada pela 3ª Lei de Kepler modificada por Newton:

$$\frac{a^3}{P^2} = \frac{G(M + m)}{2} \quad 1.2$$

sendo: a – distância média da Terra ao Sol, P – período de translação, G – constante universal de gravitação, M e m – massas do Sol e da Terra, respectivamente. Como a massa da Terra é muito menor que a do Sol, podemos considerar no numerador apenas a massa do Sol. Com isto, chegamos ao valor da massa solar. Convertida em energia, a massa solar equivale a $1,8 \times 10^{54}$ ergs. Admitindo que apenas 0,7 % dessa massa pode ser convertida em energia, teremos $1,52 \times 10^{52}$ ergs. Assim, dividindo esta energia pela luminosidade solar, obteremos aproximadamente o tempo de vida do Sol:

$$T = \frac{1,52 \times 10^{52} \text{ erg}}{3,8 \times 10^{33} \text{ erg/s}} = 3,5 \times 10^{18} \text{ s} \approx 10^{11} \text{ anos} = 10 \text{ bilhões de anos} \quad 1.3$$

Um cálculo mais preciso leva ao valor de 5 bilhões de anos.

Circundando o núcleo, há uma camada denominada **zona radiativa**. Nela, a energia é transportada pelos íons do plasma, através de absorção e reemissão de fótons. Acima desta, há um **envoltório convectivo**, onde a energia é transportada por células de convecção. Na interface entre a zona radiativa e a convectiva, há uma camada com um complexo campo magnético, denominada **zona de transição**.

A energia gerada no núcleo é transportada gradualmente até a superfície solar (fotosfera), de onde escapa sob a forma de calor, luz e outras formas de radiação. Todo esse trajeto leva em torno de 1,5 milhão de anos.

O estudo da estrutura interna do Sol é feito através de modelos matemáticos. Uma hipótese fundamental é admitir que o Sol está em equilíbrio hidrostático, ou seja, não há contração nem expansão. Em outras palavras, a pressão e a temperatura no núcleo são suficientemente altas para contrabalançar o peso das camadas externas. Portanto, a força interna que atua na expansão do Sol é contrabalançada pela força gravitacional que atua na contração.

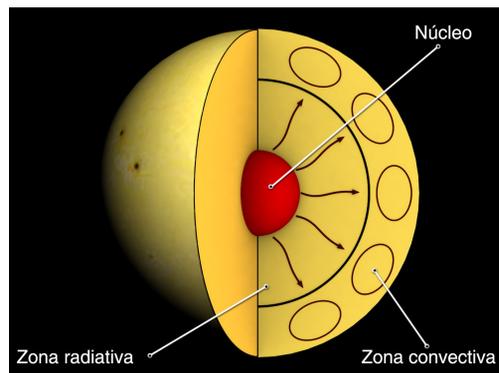


Figura 1.2: Representação do interior solar.

Elaborar um modelo solar significa expressar pressão, temperatura e composição química em função da massa ou raio solar. Assim, chegamos às seguintes dimensões: o núcleo tem raio equivalente a 0,20 do raio solar, a zona radiativa tem 0,50 do raio solar e a zona convectiva tem 0,30 do raio solar.

Podemos estudar o interior do Sol da mesma maneira que estudamos o interior da Terra, isto é, através da propagação de ondas no seu interior geradas quando ocorrem os terremotos. Para o Sol, este estudo é denominado **heliosismologia**, atualmente o melhor método para comprovar os modelos teóricos.

Os sismos de maior frequência ocorrem próximo à superfície e os de menor frequência ocorrem nas regiões mais internas. Como a propagação das ondas depende das condições físicas locais, as observações permitem construir modelos teóricos do interior solar.

A primeira observação de um sismo ocorreu em 1996 ao analisar dados de um instrumento do satélite SOHO (*Solar and Heliospheric Observatory*). O SOHO vem operando desde 1995 em órbita de 1,5 milhão de quilômetros de altura.

As partes mais externas do Sol, acessíveis à observação direta, apresentam grande variação das condições físicas com a profundidade, tais como temperatura, pressão e composição química. Elas podem ser divididas em três regiões: **fotosfera** (superfície), **cromosfera** e **coroa** (atmosfera).

A **Tabela 1.1** resume as dimensões de cada componente do Sol.

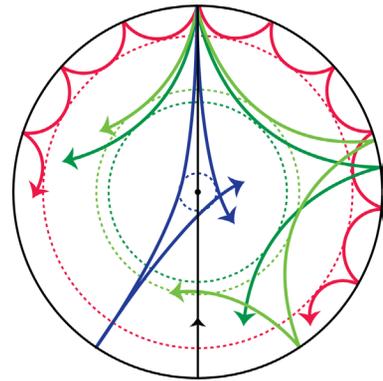


Figura 1.3: Ilustração da propagação de ondas no interior solar.

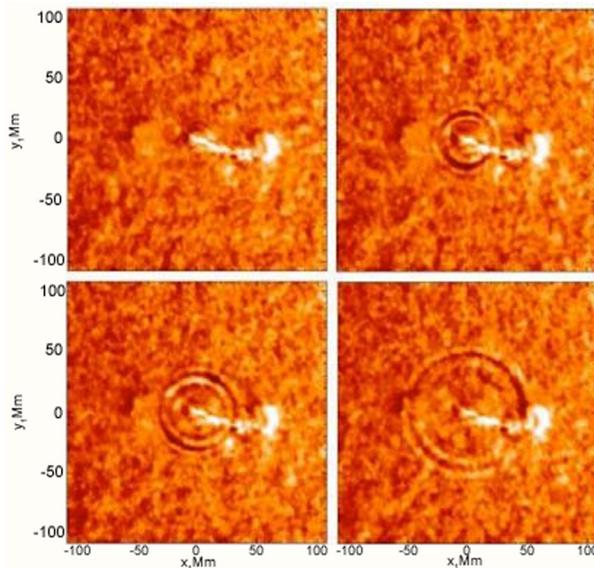


Figura 1.4: Sismo solar observado em julho de 1996 causado por uma explosão solar (bolha branca com uma cauda à esquerda). Acompanhamos da esquerda para a direita a evolução das ondas sísmicas. / Fonte: SOHO/EIT.

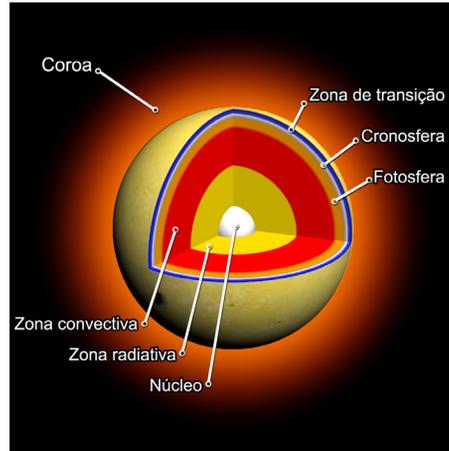


Figura 1.5: Esquema da estrutura do Sol (fora de escala).

Tabela 1.1: Dimensões de cada componente do Sol.

Região	Espessura (km)	Densidade (g·cm ⁻³)	Temperatura (K)
Interior			
Núcleo	~ 2 × 10 ⁵	~ 150	150.000.000
Zona Radiativa	~ 3 × 10 ⁵	cai de 20 a 0,2	7.000.000 - 2.000.000
Zona Convectiva	~ 2 × 10 ⁵	< 0,2	2.000.000 – 6.400
Superfície			
Fotosfera	~ 500	~ 4.0 × 10 ⁻⁷	6.400 – 4.400
Atmosfera			
Cromosfera	~ 2,5 × 10 ³	~ 2.0 × 10 ⁻⁷	4.400 – 20.000
Zona de transição	~ 8,5 × 10 ³	1.0 × 10 ⁻¹⁶	20.000 - 1.000.000
Coroa	tamanho indefinido, atinge vários raios solares	< 2.0 × 10 ⁻¹⁷	< 1.000.000

Como vimos, as estrelas emitem energia em espectro eletromagnético contínuo (todas as frequências), segundo a Lei de Planck, que expressa a radiação de corpo-negro. A radiação proveniente do interior estelar sofre absorção ao atravessar regiões mais frias na fotosfera. A absorção ocorre seletivamente em função dos átomos que compõem a fotosfera, formando as linhas de absorção específicas desses elementos químicos. Conhecendo-se o espectro estelar, temos informações a respeito da temperatura, da composição química e das condições físicas, como gradientes² de temperatura e pressão da região onde as linhas são formadas.

² Gradiente: alteração no valor de uma quantidade (como luz, temperatura, pressão etc.) por uma unidade de medida de distância numa direção especificada.

As próximas seções são dedicadas à descrição das regiões mais externas do Sol, onde se apresentam os fenômenos diretamente observáveis.

1.4 A Estrutura da Superfície do Sol: Fotosfera

Como vimos, conseguimos observar a luz visível proveniente apenas da fotosfera. As camadas mais internas do Sol apresentam um alto grau de opacidade, que nos impede de ver regiões mais profundas. A fotosfera é uma camada bastante estreita, cerca de 500 km de espessura. A maior parte da luz que vemos vem de região mais profunda, os primeiros 150 km. A temperatura média da fotosfera é de 5.800 K, mas ela varia de 6.400 K na base a 4.400 K no topo. A densidade diminui consideravelmente quando comparada às camadas mais internas. (O valor médio é de 5×10^{15} partículas /cm³). Uma densidade menor favorece a diminuição da opacidade, permitindo que a radiação se propague livremente.

Imagens diretas da fotosfera mostram que ela não é homogênea e que seu brilho não é uniforme. Ela apresenta uma textura granular, formada por células convectivas com cerca de 700 km de diâmetro e tempo de vida médio de vários minutos. A granulação solar é formada no topo da zona convectiva, região em que as chamadas células de convecção crescem em tamanho e transportam, por convecção, energia que será dissipada na fotosfera. Com o esfriamento, os gases voltam a descer pelas bordas escuras das células.

Figura 1.6: a. representação das células convectivas. b. granulação solar. Os tamanhos típicos dos grânulos são comparáveis aos continentes terrestres. / Fonte: NASA.



1.4.1 Espectro de Absorção

Embora as linhas de absorção no espectro solar fossem conhecidas desde 1802, o estudo sistemático (medidas e catalogação) delas foi feito por Joseph Von Fraunhofer nos anos seguintes (**Figura 1.7**). Para identificá-las, ele utilizou a nomenclatura de letras maiúsculas, para denotar as linhas mais fortes, e letras minúsculas para as mais fracas. As mais referidas hoje em dia são as linhas D do dubleto de sódio, as linhas H e K do Ca II (uma vez ionizado) e as linhas b do magnésio. Identificações mais recentes incluem as linhas do hidrogênio, da série de Balmer. Na região do ultravioleta, o espectro é dominado pelas linhas de emissão produzidas na cromosfera e na coroa solar.

Até então não se conhecia a origem química dessas linhas. As letras usadas por Fraunhofer para identificar linhas nada tinham a ver com símbolos químicos, nem com os símbolos que designam os tipos espectrais das estrelas. O uso atual de algumas designações é simplesmente por conveniência.

Hoje sabemos que cada linha de absorção é causada pela transição de um elétron entre níveis de energia em um átomo. Cada elemento químico apresenta um padrão típico de linhas. Assim, conhecendo o padrão de linhas em laboratório, podemos compará-lo aos padrões observados em qualquer parte do universo e identificar os elementos químicos responsáveis.

As linhas de absorção mais fracas são produzidas nas regiões mais internas da fotosfera, enquanto as mais fortes são geradas nas regiões mais externas, como o caso das linhas H e K do Ca II – as mais fortes, formadas principalmente na base da cromosfera.

Analisando as linhas espectrais, podemos deduzir as propriedades da fotosfera, além da composição química. Em número, o elemento mais abundante é o hidrogênio (~ 92%), seguido do hélio (6%)³, enquanto elementos mais pesados como carbono, nitrogênio, oxigênio, neônio, magnésio, silício, enxofre e ferro somam cerca de 2% da massa total. Em menor fração ainda encontram-se outros elementos como sódio, alumínio, fósforo, potássio e cálcio.

³ Em massa, os valores são H (71%) e He (27%)

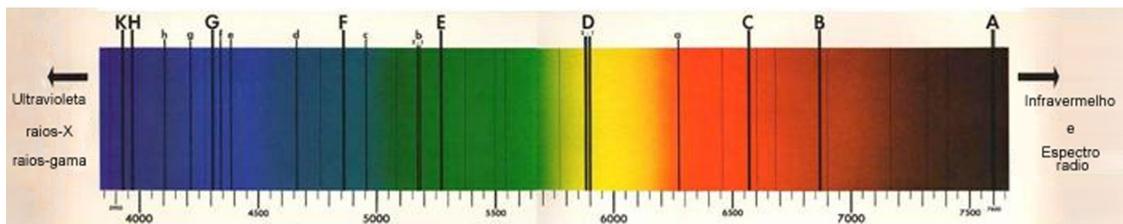


Figura 1.7: Linhas de Fraunhofer no espectro solar.

1.5 A estrutura externa do Sol

1.5.1 Cromosfera

É a camada da atmosfera solar logo acima da fotosfera. A densidade na cromosfera é muito menor que na fotosfera e sua espessura é de aproximadamente 2.500 km. A variação de densidade é bastante grande, diminuindo de 10^{12} partículas/cm³ na sua base até 10^9 partículas/cm³ na parte mais externa. Em massa, as densidades são aquelas da **Tabela 1.1**. A temperatura aumenta da base para o topo, sendo em média de 10.000 K. Acredita-se que esse aquecimento se origine na turbulência do envelope convectivo, onde as ondas seriam excitadas e amplificadas em choques, ao se propagarem nas regiões menos densas. O aquecimento seria devido à dissipação desses choques na cromosfera.

1.5.1.1 Espectro

O nome cromosfera (literalmente, significa esfera colorida) é baseado em sua cor avermelhada, que ocorre devido à emissão da linha de hidrogênio da série de Balmer ($H\alpha$) em 656,2 nm (**Figura 1.8**) e é visível durante os eclipses solares quando o brilho intenso da fotosfera é obscurecido. Na **Figura 1.9**, vemos o Sol em $H\alpha$.



Figura 1.8: As quatro linhas de emissão da série de Balmer do Hidrogênio. A linha vermelha à direita é $H\alpha$.

A principal linha de emissão no espectro cromosférico é a linha do hélio, que requer altas temperaturas para ser excitado. O hélio foi detectado no Sol, em 1868, pelo astrônomo Joseph Lockyer antes de ser descoberto na Terra, daí a origem do seu nome – em grego helios significa Sol. Quando um átomo absorve fótons de baixa energia ou colide com partícula de baixa energia cinética (de movimento) ele adquire energia. Na realidade, essa energia é absorvida por um de seus elétrons, que passa a circular o núcleo em estado mais energético. A tendência é esse elétron voltar ao estado de menor energia, liberando o excesso de energia na forma de um fóton de luz. Essas transições são chamadas transições atômicas de baixo potencial de excitação. Na base da cromosfera, elas ocorrem em metais neutros (não ionizados), mas, em altitudes maiores, elas se apresentam nas linhas espectrais do cálcio e do ferro ionizado.

1.5.1.2 Atividade Cromosférica

As regiões esbranquiçadas que observamos na **Figura 1.9** são chamadas **praias**. Elas apresentam maior atividade e são mais quentes e, por isso, brilham mais. Nessa mesma figura, podemos observar regiões escuras, com característica de segmento, que são chamadas **filamentos**. São nuvens de material denso e frias, suspensas acima da superfície solar por arcos de campo magnético. A cromosfera tem um padrão de células semelhante ao da fotosfera. As células cromosféricas têm dimensão e tempo de vida bem maiores que os da fotosfera, cerca de 30.000 km e 25 horas, respectivamente. Por isso, são chamadas **supergranulações**.

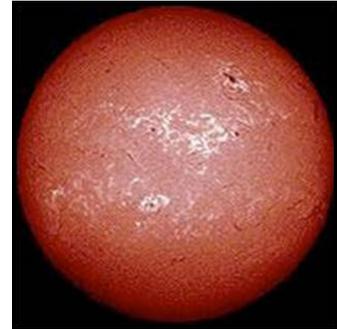


Figura 1.9: O Sol observado através de um telescópio utilizando um filtro $H\alpha$. / Fonte: SOHO/NASA/ESA.

Contornando as supergranulações, há jatos tênues de gás brilhante com tamanhos de 500 a 1.500 km, elevando-se até 10.000 km acima da cromosfera. Esses fenômenos de ejeção de gases recebem o nome de **espículos** (**Figura 1.10**), que emitem principalmente radiação $H\alpha$. Eles são vistos com facilidade no limbo do Sol. Apesar de ocuparem apenas uma fração da superfície solar e durarem pouco menos que 15 minutos, os espículos podem representar um papel importante no equilíbrio de massa da cromosfera, da coroa e do vento solar.

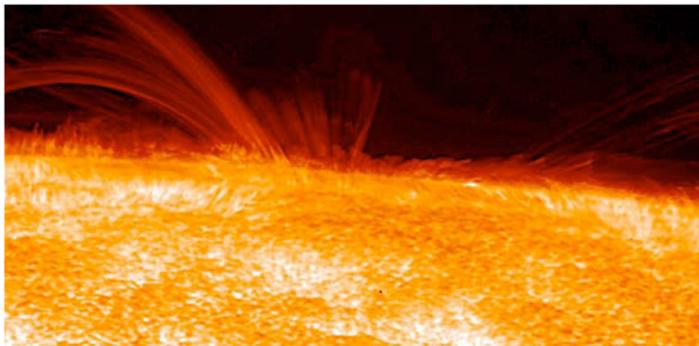


Figura 1.10: Os espículos solares. Jatos estreitos de gases aparecem escuros por serem mais frios. / Fonte: NASA.

As figuras mais típicas da cromosfera são as **protuberâncias**, arcos magnéticos vistos no limbo. Por elas circulam o plasma cromosférico (**Figura 1.11**). Com configuração complexa as bases das protuberâncias estão apoiadas sobre regiões com polaridades magnéticas opostas, formando arcos magnéticos por onde circula a matéria cromosférica. As dimensões podem ser enormes e a duração pode atingir horas. Essas figuras cromosféricas permeiam a coroa solar, que é muito mais quente.

Quando vistas na linha $H\alpha$ do hidrogênio e sobre o disco solar (portanto vista do topo da arcada) as protuberâncias aparecem como filamentos escuros. O tempo de vida das protuberâncias pode variar de dias a semanas.

As linhas de campo magnético em forma de arcos que ligam manchas solares de polaridades opostas formam estruturas denominadas **tubos magnéticos**. Esses tubos podem movimentar-se de tal modo que acabam retorcidos. Isto implica em um armazenamento crescente de energia no interior do tubo à medida que a torção das linhas de campo aumenta. Quando as linhas se cruzam ocorre seu rompimento e posterior reconexão com a liberação violenta de toda energia armazenada, causando erupções de brilho (**Figura 1.12**). Essas erupções podem liberar mais energia que as grandes protuberâncias e são denominadas *flares*. Observações em raios X e ultravioleta mostram que as áreas mais compactas, localizadas nas regiões centrais dos *flares*, podem atingir temperaturas da ordem de 100 milhões K.



Figura 1.11: Protuberância solar. Imagem de setembro de 1999 tirada pelo satélite SOHO. / Fonte: NASA

1.5.2 Região de transição

Algumas linhas da região espectral do ultravioleta são formadas nas temperaturas cromosféricas mais altas, o que prova a existência de uma região de transição entre a cromosfera e a coroa solar. Nessa região, a temperatura cresce rapidamente. Em uma faixa da cromosfera de apenas algumas centenas de quilômetros, a temperatura cresce de 10.000 K a 50.000 K, chegando a 1 milhão K na coroa (**Figura 1.12**).

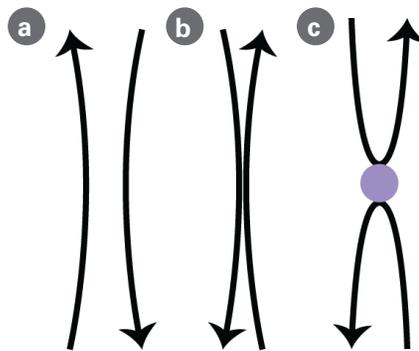


Figura 1.12: Variação de temperatura na região de transição entre a cromosfera e a coroa solar

Nas altas temperaturas que ocorrem nas regiões mais externas da atmosfera solar, os átomos e íons tornam-se excitados por colisão³, produzindo linhas de emissão quando voltam para seus estados fundamentais. A mais forte das linhas do ultravioleta é a de Lyman, produzida pelo hidrogênio no comprimento de onda 121,5668 nm (1215,668 Å).

³ Durante as colisões, parte da energia cinética das partículas colidentes é transformada em energia de excitação, isto é, os elétrons dos átomos e os íons absorvem energia e saltam para níveis mais elevados de energia. Ao retornarem aos estados mais baixos de energia, os elétrons liberam energia excedente na forma de radiação eletromagnética, em comprimentos de onda específicos.

1.5.3 Coroa solar

Durante um eclipse total, a região coronal na luz branca aparece como um halo que se estende muito além do limbo solar, correspondendo à região mais externa e mais extensa da atmosfera solar (**Figura 1.13**).

O gás coronal é muito tênue e quente, atingindo temperaturas da ordem de 1 a 2 milhões K. Ainda faltam detalhes para entendermos completamente esse repentino aumento da temperatura, mas já se sabe que o campo magnético exerce um papel fundamental. Nessa temperatura, o hidrogênio está ionizado e a coroa é um gás formado essencialmente por elétrons e prótons livres, e é denominado **plasma**.



Figura 1.13: Fotografia da coroa solar na luz visível feita com um coronógrafo (telescópio específico para observar a coroa). É a luz fotosférica espalhada apenas pelos elétrons. / Fonte: Adaptado de ESPENAK, 2002

A luz coronal pode ser dividida em três tipos:

- I. Luz branca (ou coroa K) é o resultado do espalhamento da luz fotosférica pelos elétrons livres; ou de Fraunhofer, que é a luz fotosférica espalhada por grãos de poeira zodiacal;
- II. Coroa de emissão (ou coroa E) consiste da luz emitida em linhas por átomos altamente ionizados como o Fe X (perdeu 9 elétrons), o Ca XV e o Fe XIV; e
- III. Coroa em raios X consiste da emissão em linhas em raio X de íons, ainda mais altamente ionizados.

Como os elétrons interagem com o campo magnético, a configuração da coroa é a do campo magnético global. O brilho coronal varia em função da atividade solar. Em fases de máximos de manchas solares, a coroa é brilhante e uniforme, enquanto, nos períodos de mínimo de manchas solares, a coroa se estende mais no equador solar do que nos polos.

Figura bastante comum entre as estruturas formadas da interação entre elétrons e o campo magnético são os **elmos** (*Helmet streamers* – **Figura 1.15**). Eles são estruturas coronais semelhantes a chapéus cônicos, que cobrem as manchas solares e regiões ativas. Usualmente, encontramos protuberâncias ou filamentos situados na base dessas estruturas. Os elmos são formados por um emaranhado de linhas de campo originárias das manchas e das regiões ativas. As linhas magnéticas fechadas têm força suficiente para aprisionar o plasma solar e ajudam a suspender o material da protuberância acima da superfície solar. Sua forma pontiaguda é devida ao vento solar.

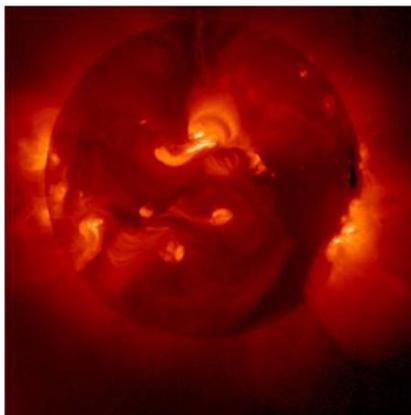


Figura 1.14: Coroa solar vista em raio-X. / Fonte: NASA.



Figura 1.15: Elmos coronais, com suas formas pontiagudas. / Fonte: NASA.

Plumas polares são estruturas alongadas, que se projetam para fora do Sol nas regiões polares norte e sul. Frequentemente, encontramos áreas brilhantes em sua extremidade na fotosfera associadas com pequenas regiões magnéticas na superfície solar. Essas estruturas estão associadas com linhas abertas do campo magnético polar. Assim como os elmos, sua forma se deve à ação do vento solar.

Outra figura tipicamente coronal encontrada sobre as manchas solares e regiões ativas (discutidas adiante) é o **arco coronal** (**Figura 1.16**). Os arcos são formados por linhas fechadas de campo magnético, que conectam regiões magnéticas de polaridades opostas. São figuras temporárias, que podem durar vários dias; em alguns casos, sobrevivem por algumas semanas. Os arcos associados aos *flares* solares (discutidos adiante) duram muito pouco. A densidade de matéria nos arcos é muito maior do que a do meio ao redor.



Figura 1.16: Arcos coronais formados pelo magnetismo solar. / Fonte: NASA.

Uma imagem da coroa solar em raio X apresenta regiões escuras que contrastam com as regiões brilhantes. Essas regiões são mais frias e de menor densidade que a vizinhança e estão associadas a linhas de campo magnético abertas, semelhantes às que ocorrem nas regiões polares. O vento solar de alta velocidade escapa do Sol por essas regiões escuras; por isso, elas são chamadas **buracos coronais** (Figura 1.17).

Um dos fenômenos mais impressionantes são as gigantescas explosões de plasma na forma de bolhas, que abandonam o Sol em elevadas velocidades. Elas são conhecidas por **Ejeção de massa coronal** e designadas pela abreviação CME (do inglês *Coronal Mass Ejections* - Figura 1.18). Na medida em que as explosões ascendem

na coroa solar, elas se movem ao longo das linhas de campo magnético e aumentam sua temperatura até dezenas de milhões de graus. Essas explosões liberam até 100 milhões de toneladas de plasma. As CME podem causar sérios danos a satélites artificiais terrestres. Elas geralmente acontecem independentemente, mas às vezes estão associadas aos *flares* solares e protuberâncias. A ocorrência das CME varia com o ciclo de manchas solares. No mínimo solar, observa-se aproximadamente uma CME por semana. Próximo do máximo solar, observa-se uma média de duas a três delas por dia.

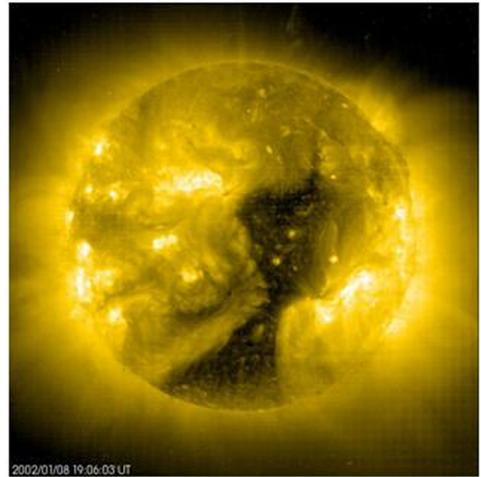


Figura 1.17: Buracos coronais são regiões (escuras) com configuração aberta das linhas de campo magnético, por onde elétrons e prótons podem escapar para o meio interplanetário. / Fonte: SOHO - EIT Consortium, ESA, NASA.

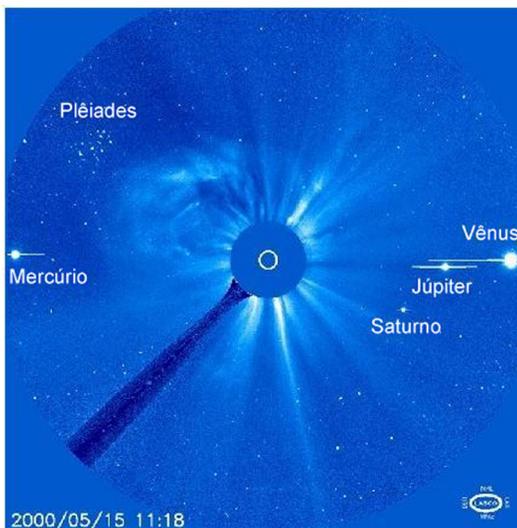


Figura 1.18: Ejeção de massa coronal observada pelo telescópio especial SOHO. Neste campo, a posição do Sol está representada pelo círculo branco no centro da foto. O círculo azul representa um dispositivo para bloquear a luz solar, apoiado em um braço (traço escuro direcionando para canto inferior esquerdo). Os traços horizontais centrados nos planetas são artifícios de imagem. / Fonte: SOHO, LASCO (ESA & NASA)

1.6 Atividade solar

A radiação e o fluxo de elétrons, prótons e íons mais densos que emanam do Sol variam de acordo com a **atividade solar**. Esse fenômeno pouco contribui para a variação da luminosidade solar e também pouco interfere na evolução do Sol. No entanto, ele afeta significativamente a região interplanetária.

1.6.1 Manchas solares e o ciclo de 11 anos

Há uma correlação direta entre a quantidade de manchas e a atividade solar. A variabilidade cíclica do número de manchas já é conhecida desde meados do século XIX. A periodicidade mais conhecida é o ciclo de 11,2 anos. O ciclo começa com um número mínimo de manchas (**Figura 1.19**), que surgem nas latitudes entre 30° e 35° , nos dois hemisférios. A quantidade de manchas aumenta gradativamente, mas cada vez mais próximas do equador solar. Após atingir o máximo, o ciclo se repete.

Entre 1645 e 1715, o número de manchas ficou bem abaixo do normal. Essa anomalia ficou conhecida como **mínimo de Maunder**, tendo sido ela uma das três anomalias que ocorreram nos últimos mil anos.

400 anos de Observações das Manchas Solares

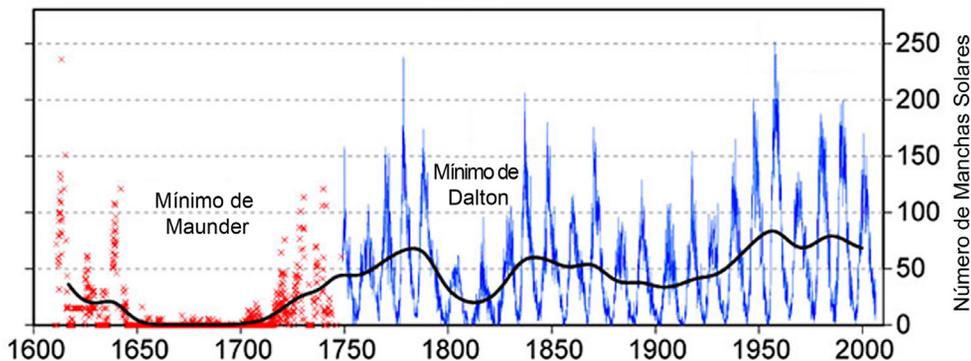


Figura 1.19: Ciclo de manchas solares observado nos últimos 400 anos. O período de 60 anos (1645 a 1705) em que não ocorreu atividade solar é chamado mínimo de Maunder. / Fonte: Adaptado de ANDREWS, 2009.

1.6.2 Campo magnético geral e o ciclo magnético

O campo magnético solar não está presente apenas nas manchas, mas em todo o Sol. Com configuração bipolar, o campo magnético geral apresenta polaridades opostas nos hemisférios: um hemisfério tem polaridade norte e o outro, polaridade sul. Um fato marcante é o de que, durante o ciclo 11,2 anos de variabilidade da quantidade das manchas, essa polaridade se inverte, isto é, o hemisfério que tinha polaridade norte adquire polaridade sul, e o outro que tinha polaridade sul passa para norte. Depois de 11,2 anos, tudo se inverte novamente. Portanto, o período de variabilidade do campo magnético global é de 22,4 anos.

As polaridades magnéticas das manchas seguem ordem inversa nos dois hemisférios: se num hemisfério os polos norte das manchas estão a leste, no hemisfério sul esses polos estão a oeste. Depois de 11,2 anos, as polaridades dos hemisférios se invertem e essa situação se inverte. O diagrama da **Figura 1.20** ilustra como a rotação diferencial do Sol influencia a polaridade magnética geral e por que as manchas de hemisférios opostos apresentam polaridades invertidas.

Observações recentes feitas com o satélite solar SOHO (*the SO lar and Heliospheric Observatory*) mostram que o campo magnético geral do Sol está associado à velocidade diferencial entre as camadas convectiva e radiativa e os complexos movimentos do gás no envelope convectivo. Esse mecanismo é denominado **efeito dínamo**.

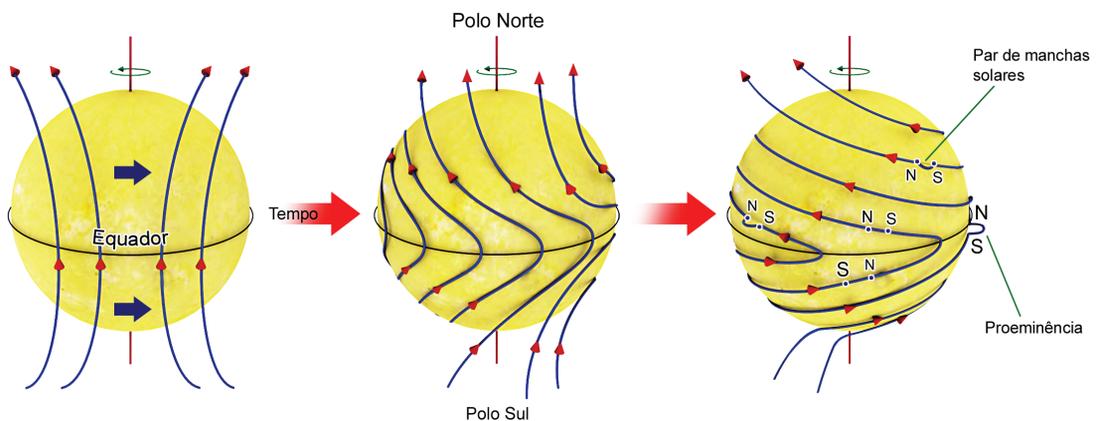


Figura 1.20: Como o Sol gira mais rapidamente no equador, as linhas do campo magnético são distorcidas e acabam adquirindo direções opostas nos dois hemisférios. Nas manchas do hemisfério solar norte, o norte magnético das manchas está à direita (a linha emergente) e o sul magnético, à esquerda (linha imergente). No hemisfério solar sul, a situação se inverte. / Fonte: Adaptado de CHAISSON & McMILLAN, Figura 16.19, pág. 366.

1.6.3 Centros de atividade

Longe de serem fenômenos isolados, as manchas estão associadas a outros fenômenos de superfície que, ocasionalmente, emergem com violência e expõem, em direção à coroa, grandes quantidades de partículas energéticas. Os locais onde ocorrem esses eventos são conhecidos como **centros de atividade**. Embora possam sobreviver por várias rotações solares, o tempo de vida média desses centros de atividade é de apenas algumas semanas.

As camadas fotosféricas que circundam as manchas são aquecidas por essas atividades e tornam-se mais brilhantes, formando as **fáculas**. As camadas cromosféricas que estão acima das fâculas também respondem a essas atividades com regiões brilhantes denominadas **praias**. Elas são vistas pela emissão do hidrogênio (linha H α em 656,3 nm, no vermelho) e do cálcio ionizado (linha H em 396,9 nm e linha K em 393,3 nm, ambas no ultravioleta).

Outro fenômeno caracterizado pela atividade solar são as **protuberâncias**. Essas figuras cromosféricas se estendem por centenas de milhares de quilômetros dentro da coroa. Frequentemente, estão acima das zonas ativas.

Os **clarões** (do inglês *flares*) são fulgurações decorrentes da liberação súbita de grandes quantidades de energia magnética no centro das regiões ativas. Observações espaciais no ultravioleta e em raios X indicam que a temperatura da matéria num **clarão** pode atingir 100 milhões K. A energia liberada por uma erupção típica poderia abastecer as necessidades energéticas da humanidade por milhões de anos.

Os **clarões** podem liberar tanta energia quanto as maiores protuberâncias, mas em questão de minutos ou, no máximo, horas. Descobertas recentes mostram que um **clarão** pode produzir tremores sísmicos gigantescos, que se propagam pelo interior solar. Um fenômeno desses foi observado em 06/07/1996: após um **clarão**, ondas sísmicas se propagaram pela superfície solar por mais de 100.000 km. Os tremores solares assemelham-se aos terrestres, mas as intensidades são muitíssimo maiores.

1.6.4 Vento solar

A ação gravitacional do Sol sobre o gás coronal não é suficiente para retê-lo, ocorrendo assim um constante fluxo de matéria em forma de vento liberado pelo Sol. A composição do vento solar é basicamente a de um plasma eletricamente neutro, com elétrons e prótons em

iguais proporções, átomos ionizados e campos magnéticos. A condutividade térmica (habilidade de conduzir calor) do plasma é muito grande, garantindo as elevadas temperaturas mesmo a grandes distâncias do Sol. À medida que o vento se expande sua velocidade aumenta e a densidade de partículas diminui. Nas proximidades da Terra, a densidade varia de 400 mil a 80 milhões de partículas/m³ e a velocidade varia de 300 km/s (nos elmos) a 800 km/s nos buracos coronais. Embora o vento solar carregue cerca de 1 milhão de toneladas de matéria solar a cada segundo, menos que 0,1% da massa solar foi perdida desde o nascimento do Sol, há 4,6 bilhões de anos. Ainda não entendemos em detalhes como e onde o vento é acelerado a essas altas velocidades; provavelmente, o fenômeno está associado ao mecanismo de aquecimento coronal.

O vento solar permeia todo o espaço interplanetário e o envolve em uma bolha magnetizada, chamada **heliosfera**. Na direção do movimento do Sol (Apex), a heliosfera pode atingir 160 UA, mas, na direção oposta, ela é bem maior e forma uma espécie de cauda magnética, chamada **helio-cauda**. Dentro da heliosfera, predominam o material e o magnetismo solar (meio interplanetário); fora dela, predominam o material interestelar e seu campo magnético (meio interestelar).

Uma propriedade do vento solar é sua capacidade de congelar o campo magnético e arrastá-lo consigo enquanto se expande. Como o Sol gira enquanto o vento escapa, a configuração espacial do vento acaba sendo a de uma espiral de Arquimedes. O vento solar interage fortemente com os planetas que têm campos magnéticos como a Terra. Dois exemplos dessa interação são as auroras polares e a cauda ionizada (Tipo I) dos cometas (**Figuras 1.21 e 1.22**).



Figura 1.21: Ao se aproximar do Sol, um cometa pode desenvolver uma cauda ionizada (azulada) quase retilínea, direcionada para a posição contrária à do Sol. / Fonte: [Associazione Astronomia Cortina](#)



Figura 1.22: Aurora Austral sobre o polo sul. / Fonte: NSF.

Nuvens magnéticas são produzidas no vento solar quando **clarões** (*flares* e ejeção de massa coronal) levam consigo material do Sol embebido no campo magnético. Essas nuvens magnéticas podem ser detectadas através de observações das características do vento solar, tais como a velocidade do vento, densidade e intensidade e direção do campo magnético. Esses dados foram obtidos pela sonda espacial **Ulysses** (ESA e NASA), lançada em 6 de outubro de 1990 e que ficou operacional por 18 anos e 8 meses em órbita através do Sistema Solar. Durante o seu percurso, passou sobre os polos norte e sul do Sol. Suas medições nos deram uma nova visão do vento solar.

A magnetosfera terrestre é fortemente afetada pelo vento solar. Os cinturões de Van Allen e as auroras são intensificados por ocorrência de erupções solares que aumentam com o ciclo de atividade solar.

A Terra está sendo continuamente bombardeada por partículas aceleradas provenientes não só do Sol mas também de outras fontes do meio interestelar e da Galáxia. A sonda espacial *Advanced Composition Explorer* (ACE) (NASA), lançada em 25 de agosto de 1997, ficará em órbita em um ponto do espaço, distante 1,5 milhão de quilômetros da Terra e 148,5 milhões de quilômetros do Sol. Nessa posição, conhecida como “ponto lagrangiano L1”, as forças gravitacionais da Terra e do Sol se equilibram. Isto mantém o satélite em órbita, mantendo estável sua posição relativamente à Terra e ao Sol. Dessa posição, a ACE terá uma visão do vento solar, do campo magnético interplanetário e das partículas de alta energia aceleradas pelo Sol, na heliosfera e na Galáxia. A ACE permanecerá em órbita até 2024.