

# **Capítulo 4**

## **O SOL**

José Roberto Cecatto<sup>\*</sup>

---

<sup>\*</sup>Revisado em Maio de 2018

<sup>\*</sup> e-mail: jr.cecatto@inpe.br



---

# O SOL

---

|         |  |      |
|---------|--|------|
| 4-1     | INTRODUÇÃO.....  | 4-11 |
| 4-2     | NASCIMENTO DO SOL.....   | 4-12 |
| 4-3     | ESTRUTURA DO SOL.....  | 4-13 |
| 4-3-1   | INTERIOR E ENERGIA SOLAR.....                                    | 4-14 |
| 4-3-1-1 | PROCESSO DE PRODUÇÃO DE ENERGIA NO NÚCLEO DO SOL.....            | 4-16 |
| 4-3-1-2 | TACOCLINA.....   | 4-17 |
| 4-3-1-3 | PROBLEMA DOS NEUTRINOS SOLARES – SOLUÇÃO E OUTROS PROBLEMAS..... | 4-18 |
| 4-3-2   | A ATMOSFERA SOLAR.....   | 4-20 |
| 4-3-2-1 | FOTOSFERA.....   | 4-20 |
| 4-3-2-2 | CROMOSFERA.....  | 4-23 |
| 4-3-2-3 | REGIÃO DE TRANSIÇÃO CROMOSFERA-COROA.....                        | 4-26 |
| 4-3-2-4 | COROA.....   | 4-27 |
| 4-4     | CAMPOS MAGNÉTICOS SOLARES E SUA ORIGEM.....                      | 4-28 |
| 4-5     | REGIÕES ATIVAS.....  | 4-31 |
| 4-6     | CICLO DE ATIVIDADE.....  | 4-32 |
| 4-7     | EXPLOSÕES (“FLARES”) SOLARES.....                                | 4-35 |
| 4-8     | EJEÇÕES DE MASSA CORONAL.....                                    | 4-37 |
| 4-9     | RELAÇÕES SOLARES-TERRESTRES.....                                 | 4-39 |

|               |   |             |
|---------------|---|-------------|
| <b>4-9-1</b>  | <b>EFEITOS DO CLIMA ESPACIAL NO AMBIENTE TERRESTRE.....</b>                               | <b>4-40</b> |
| <b>4-10</b>   | <b>VENTO SOLAR.....</b>   | <b>4-41</b> |
| <b>4-11</b>   | <b>ESPECTRO SOLAR.....</b>  | <b>4-44</b> |
| <b>4-12</b>   | <b>INTERIOR SOLAR E HELIOSISMOLOGIA.....</b>  | <b>4-46</b> |
| <b>4-13</b>   | <b>EMISSÃO SOLAR NA BANDA DE ONDAS DE RÁDIO.....</b>                                      | <b>4-48</b> |
| <b>4-13-1</b> | <b>O SOL CALMO.....</b>   | <b>4-50</b> |
| <b>4-13-2</b> | <b>A COMPONENTE DE VARIAÇÃO LENTA.....</b>  | <b>4-51</b> |
| <b>4-13-3</b> | <b>A COMPONENTE DE VARIAÇÃO RÁPIDA OU COMPONENTE<br/>EXPLOSIVA.....</b>                   | <b>4-53</b> |
| <b>4-13-4</b> | <b>FULGURAÇÕES SOLARES E FENÔMENOS ASSOCIADOS EM<br/>ALGUNS COMPRIMENTOS DE ONDA.....</b> | <b>4-54</b> |
| <b>4-14</b>   | <b>IMPORTÂNCIA DAS PESQUISAS CIENTÍFICAS SOBRE O<br/>SOL.....</b>                         | <b>4-58</b> |
|               | <b>REFERÊNCIAS.....</b>   | <b>4-59</b> |

## LISTA DE FIGURAS

|  |      |
|--|------|
| FIGURA 4.1- CONCEPÇÃO ARTÍSTICA MOSTRANDO A FORMAÇÃO DO SOL E SISTEMA SOLAR.....                                   | 4-13 |
| FIGURA 4.2- ESQUEMA REPRESENTANDO AS CAMADAS INTERNAS DO SOL: NÚCLEO, ZONA RADIATIVA E ZONA CONVECTIVA.....        | 4-15 |
| FIGURA 4.3- IMAGENS MOSTRANDO O FENÔMENO DE GRANULAÇÃO DA FOTOSFERA SOLAR.....                                     | 4-16 |
| FIGURA 4.4- SEQÜÊNCIA DE REAÇÕES DA CADEIA PPI RESPONSÁVEL PELA PRODUÇÃO DE ENERGIA NO NÚCLEO DO SOL.....          | 4-17 |
| FIGURA 4.5- PERFIL DA ROTAÇÃO INTERIOR DO SOL EM FUNÇÃO DA DISTÂNCIA AO CENTRO.....                                | 4-19 |
| FIGURA 4.6- DISCO SOLAR COM MANCHAS SOLARES.....   | 4-21 |
| FIGURA 4.7- EXEMPLO DE GRUPO DE MANCHAS SOLARES.....   | 4-22 |
| FIGURA 4.8- IMAGEM DE UMA MANCHA SOLAR ISOLADA.....  | 4-22 |
| FIGURA 4.9- IMAGEM DO SOL EM LUZ BRANCA.....   | 4-23 |
| FIGURA 4.10- IMAGEM DO SOL EM H-ALFA.....  | 4-24 |
| FIGURA 4.11- PROEMINÊNCIA SOLAR OBSERVADA EM H-ALFA.....   | 4-25 |
| FIGURA 4.12- IMAGEM EM RAIOS-X DO SOL, OBTIDA PELO SATÉLITE SKYLAB EM 19 DE DEZEMBRO DE 1973.....                  | 4-25 |
| FIGURA 4.13- EXEMPLOS DE ECLIPSES SOLARES TOTAIS MOSTRANDO A COROA.....  | 4-28 |
| FIGURA 4.14 - EVOLUÇÃO DO CAMPO MAGNÉTICO SOLAR DURANTE O INÍCIO DE UM CICLO DE ATIVIDADE.....                     | 4-29 |
| FIGURA 4.15 – PROPRIEDADE DE FLUTUAÇÃO DE UM TUBO DE FLUXO MAGNÉTICO NO ENVELOPE CONVECTIVO DO INTERIOR SOLAR..... | 4-29 |

|  |             |
|--|-------------|
| <b>FIGURA 4.16- POLARIDADES DAS MANCHAS “PRECURSORA” E “SEGUIDORA” DO CAMPO MAGNÉTICO DE REGIÕES ATIVAS NOS HEMISFÉRIOS NORTE E SUL DO SOL DURANTE DOIS CICLOS DE ATIVIDADE SOLAR.....</b>           | <b>4-30</b> |
| <b>FIGURA 4.17- CONFIGURAÇÃO DO CAMPO MAGNÉTICO DE UMA REGIÃO ATIVA SOLAR EM ESTÁGIO EVOLUÍDO.....</b>   | <b>4-31</b> |
| <b>FIGURA 4.18- PARÂMETRO BETA DE PLASMA PARA AS VÁRIAS CAMADAS DA ATMOSFERA SOLAR.....</b>  | <b>4-33</b> |
| <b>FIGURA 4.19- EVOLUÇÃO DOS CICLOS SOLARES DESDE 1600.....</b>  | <b>4-34</b> |
| <b>FIGURA 4.20- “DIAGRAMA BORBOLETA” MOSTRANDO AS LATITUDES DE SURGIMENTO DAS MANCHAS SOLARES AO LONGO DE NOVE CICLOS SOLARES CONSECUTIVOS.....</b>  | <b>4-34</b> |
| <b>FIGURA 4.21- EXEMPLO DE “FLARE” SOLAR OBSERVADO EM H-ALFA.....</b>  | <b>4-36</b> |
| <b>FIGURA 4.22- SEQÜÊNCIA DE IMAGENS MOSTRANDO A OCORRÊNCIA DE UMA CME.....</b>  | <b>4-38</b> |
| <b>FIGURA 4.23- ILUSTRAÇÃO DAS DIMENSÕES DE UMA CME EM COMPARAÇÃO COM A TERRA.....</b>   | <b>4-39</b> |
| <b>FIGURA 4.24 – VENTO SOLAR E SUA INTERAÇÃO COM A MAGNETOSFERA TERRESTRE.....</b>   | <b>4-42</b> |
| <b>FIGURA 4.25- EXEMPLOS DE FOTOS DE AURORAS OBTIDAS EM ALTAS LATITUDES DURANTE O PERÍODO DE MÁXIMO DO CICLO SOLAR 23.....</b>   | <b>4-43</b> |
| <b>FIGURA 4.26- ESPECTRO SOLAR NA BANDA DE COMPRIMENTOS DE ONDA DA LUZ VISÍVEL.....</b>  | <b>4-45</b> |
| <b>FIGURA 4.27- MODELO SOLAR MOSTRANDO, DE CIMA PARA BAIXO, OS PERFÍS ESTIMADOS DE TEMPERATURA, PRESSÃO E DENSIDADE COM A PROFUNDIDADE NO INTERIOR SOLAR DESDE O CENTRO ATÉ A “SUPERFÍCIE” .....</b> | <b>4-47</b> |

|   |             |
|---|-------------|
| <b>FIGURA 4.28- ESPECTRO SOLAR, DO ULTRAVIOLETA AOS COMPRIMENTOS DE ONDA DE RÁDIO.....</b>  | <b>4-49</b> |
| <b>FIGURA 4.29- DISTRIBUIÇÃO DE BRILHO SOLAR EM FUNÇÃO DA DISTÂNCIA AO CENTRO DO DISCO, EM RAIOS SOLARES, MEDIDA EM CINCO COMPRIMENTOS DE ONDA DE RÁDIO DISTINTOS ENTRE 1 CM E 5 M.....</b> | <b>4-51</b> |
| <b>FIGURA 4.30- REPRESENTAÇÃO ESQUEMÁTICA DAS DIFERENTES FASES DE UMA FULGURAÇÃO SOLAR TÍPICA COMO OBSERVADA EM RADIAÇÃO ELETROMAGNÉTICA E PARTÍCULAS EMITIDAS.....</b>                     | <b>4-55</b> |



## LISTA DE TABELAS

|  |      |
|--|------|
| TABELA 4.1 - CARACTERÍSTICAS DO SOL.....   | 4-12 |
| TABELA 4.2 - LINHAS ESPECTRAIS DE ÍONS DE ELEMENTOS NO ESPECTRO<br>SOLAR DO ULTRAVIOLETA E ULTRAVIOLETA EXTREMO..... | 4-45 |



## 4.1 INTRODUÇÃO

Para os humanos, a Terra e o Sol, não necessariamente nesta ordem, são os astros mais importantes do sistema solar. A primeira por se tratar de nossa "casa", e o segundo por manter a Terra um planeta ideal para a existência da vida, nas diversas formas que conhecemos. Isto ocorre porque a Terra encontra-se na zona habitável do nosso sistema solar. Desde os primórdios da civilização, o homem aprendeu a admirar o Sol como o responsável pela manutenção da vida na Terra e por isso mesmo, na maioria das culturas antigas, o Sol era adorado como um Deus - Helios pelos gregos, Mitras pelos persas e Rá pelos egípcios. Além disso, conhecemos o Sol, desde a infância, como fonte de energia e da luz que nos permite as primeiras percepções visuais a respeito do mundo que nos cerca. Com o passar dos anos aprendemos a tirar proveito de sua luz e calor intensos e a admirar sua imponência no céu diurno, como fazemos com a Lua e as estrelas no céu noturno.

Entretanto, não deixamos de nos perguntar como surgiu e de onde vem toda sua energia - luz e calor - que somos capazes de ver e sentir, e que o caracteriza como uma estrela que é a mais próxima da Terra. Por estar relativamente próximo da Terra, há milhares de anos o homem já identificava as principais características do Sol, como por exemplo, as manchas solares escuras e as regiões mais brilhantes na superfície, além da rotação do disco solar. Mais recentemente, com o advento de técnicas poderosas e avançadas, temos nos aproximado de desvendar alguns de seus mistérios.

O Sol está no centro geométrico e gravitacional do sistema solar, a uma distância média aproximada de 150 milhões de quilômetros da Terra - distância que a luz percorre em 8 minutos e 19 segundos. Em torno dele orbitam todos os outros corpos do sistema solar, como planetas, asteróides e cometas. A Tabela 1.1 mostra várias das principais características físicas do Sol, como por exemplo: massa, raio, luminosidade, temperatura superficial.

**TABELA 4.1 - CARACTERÍSTICAS DO SOL**

|   |                           |
|---|---------------------------|
| Massa                                   | $1,989 \times 10^{30}$ kg |
| Raio Equatorial                         | 695.500 km                |
| Raio Médio                              | 109 raios terrestres      |
| Densidade Média                         | $1410 \text{ kg/m}^3$     |
| Densidade Central                       | $160000 \text{ kg/m}^3$   |
| Período de Rotação Equatorial*          | 26,8 dias                 |
| Velocidade de Escape na “Superfície”    | 617,7 km/s                |
| Distância Média à Terra                 | 149,6 milhões de km       |
| Luminosidade                            | $3,86 \times 10^{26}$ W   |
| Temperatura Média na Superfície         | 5780 K                    |
| Idade                                   | $4,6 \times 10^9$ anos    |
| Tipo espectral                          | G2V                       |
| Magnitude visual                        | -26,74                    |
| Magnitude absoluta                      | +4,83 (5ª. magnitude)     |
| Distância ao centro galáctico           | ~ 30000 anos-luz          |
| Velocidade orbital                      | 250 km/s                  |
| Período orbital                         | $250 \times 10^6$ anos    |
| Aceleração gravitacional (“superfície”) | $274 \text{ m/s}^2$       |

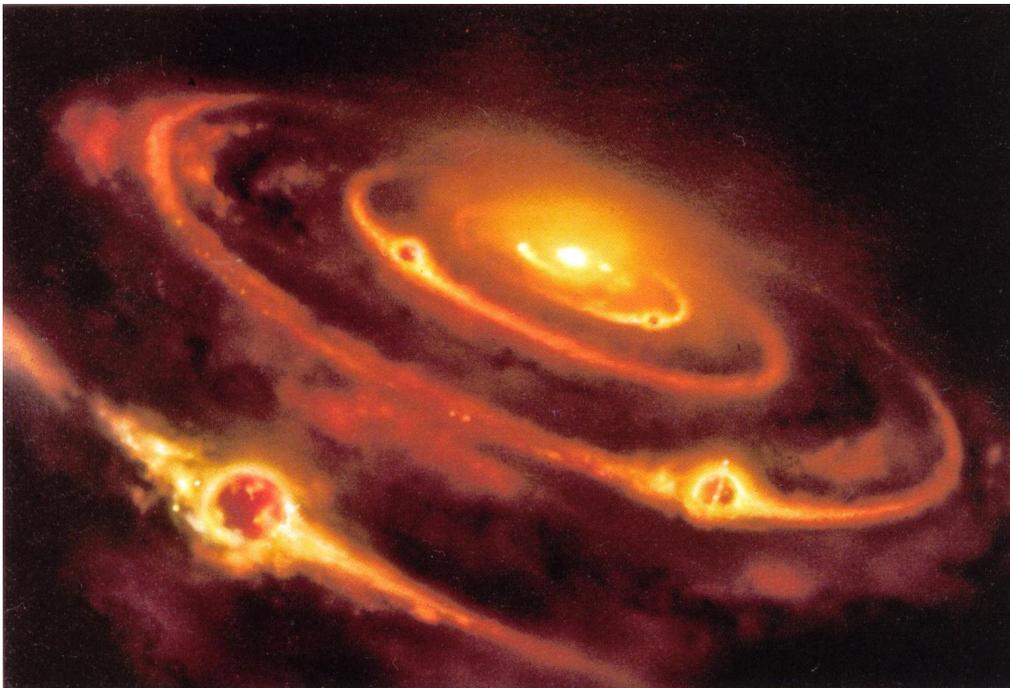
\* O Sol apresenta rotação diferencial, isto é, o período de rotação depende da latitude. Nas regiões polares, a rotação dura cerca de 32 dias.

## 4.2 NASCIMENTO DO SOL

De forma bem simplificada, podemos explicar o nascimento do Sol como segue – para maiores detalhes consultar o capítulo referente a formação de estrelas. As estrelas nascem em regiões do Universo onde existem nuvens densas de gás (predominantemente Hidrogênio) e poeira gigantescas, cuja massa é maior que a chamada massa de Jeans, dentro das quais ocorre contração gravitacional que forma uma estrela ou estrelas no seu interior. Numa região interna à nuvem, onde ocorre a contração, a matéria aglutinada gradativamente vai aumentando a atração gravitacional conforme a massa colapsada vai crescendo e se concentrando. Além disso, no centro da concentração de matéria crescem gradativamente a pressão e temperatura do gás, de acordo com o aumento da matéria colapsante, até o ponto onde pressão e temperatura estão altos o suficiente para gerar a fusão de núcleos de Hidrogênio em seus isótopos – Deutério e Trítio – e também em núcleos de Hélio.

Considera-se o nascimento de uma estrela o momento em que tanto a taxa de fusão de núcleos leves naqueles mais pesados se estabiliza – entrada na seqüência principal – quanto a massa colapsante atinge o equilíbrio hidrostático.

Em torno das estrelas, eventualmente forma-se um disco girante, devido à conservação do momento angular, onde ocorrem aglutinações da matéria em órbitas específicas. Em cada uma destas órbitas, a matéria quando condensada num único corpo gera um planeta. Desta mesma forma, estima-se que o Sol e o sistema solar tenham sido formados há 4,6 bilhões de anos. A Figura 4.1 ilustra a idéia da formação do Sol e do sistema solar. Esta é uma versão muito simplificada – detalhes no capítulo de sistema solar.



**FIGURA 4.1 - CONCEPÇÃO ARTÍSTICA MOSTRANDO A FORMAÇÃO DO SOL E SISTEMA SOLAR. A REGIÃO MAIS CLARA CORRESPONDE À ESTRELA EM TORNO DA QUAL ESTÃO ORBITANDO ALGUNS PLANETAS DO SISTEMA SOLAR EM FORMAÇÃO. (FONTE: LANG, 2001).**

### **4.3 ESTRUTURA DO SOL**

O Sol pode ser dividido em interior solar e atmosfera solar. Nem todas as estrelas têm a mesma estrutura interna. Esta varia de estrela para estrela, dependendo fundamentalmente de sua quantidade de massa. Grosseiramente, podemos dividir as

estrelas em dois grandes grupos: estrelas de baixa massa – de poucas vezes maior a frações da massa solar – e as demais como estrelas de grande massa. As estrelas de baixa massa como o Sol, diferentemente daquelas muito massivas, geralmente apresentam um núcleo radiativo e um envelope convectivo. Isto devido à elevada opacidade de sua camada externa e, principalmente à temperatura relativamente alta de seu núcleo central, embora uma a duas ordens de grandeza mais baixa do que de estrelas massivas.

Por sua vez, a parte mais externa da estrutura solar conhecida por atmosfera é composta de 3 camadas: fotosfera, cromosfera e coroa, além da região de transição cromosfera-coroa.

#### **4.3.1 INTERIOR E ENERGIA SOLAR**

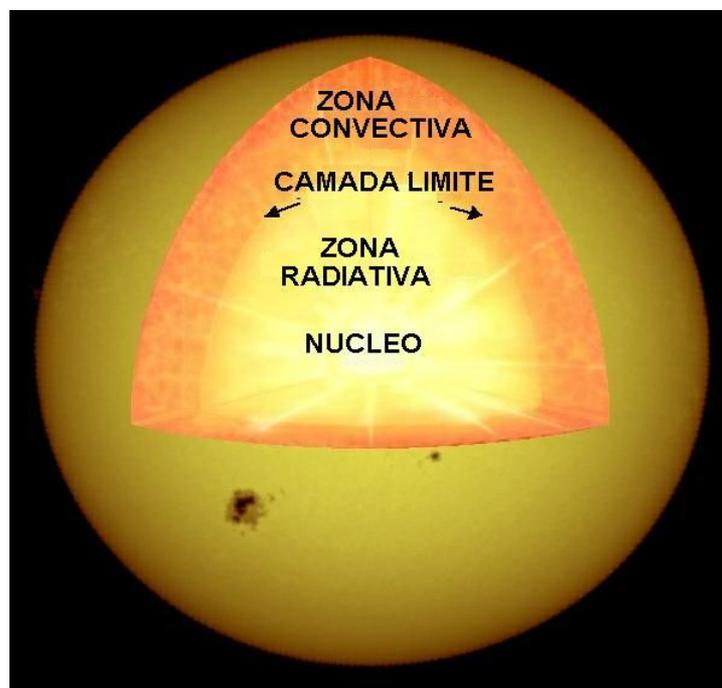
A estrutura interna do Sol é composta de um núcleo, uma zona radiativa acima deste e um envelope convectivo que cobre a camada radiativa e se estende até a “superfície”. Além disso, existe uma estreita camada de transição entre a zona radiativa e o envelope convectivo designada por tacoclina. A Figura 4.2, mostra um esquema das camadas do interior solar. Ressalte-se que a camada limite na figura é a chamada tacoclina.

O Sol emite uma potência aproximada de  $3,86 \times 10^{26}$  W. Toda essa energia se origina de reações de fusão termonuclear de núcleos leves – principalmente Hidrogênio e seus isótopos – em elementos mais pesados, ocorrendo continuamente no núcleo central do Sol. Estima-se que essa energia produzida no núcleo solar leva cerca de 10.000 anos para ser transportada, inicialmente pela zona radiativa e, em seguida, pelo envelope convectivo, até atingir a “superfície” e ser liberada na forma de radiação de “corpo negro” com a temperatura efetiva de 5.780 K.

O estudo científico das condições físicas no interior e na atmosfera das estrelas nos permitiram determinar seus processos de produção de energia. Sabemos que as estrelas são gigantescas massas de gás (predominantemente hidrogênio) que se mantêm coesas pela própria força gravitacional. Por este motivo, tanto a pressão quanto a temperatura do gás são altíssimas no núcleo das estrelas. Por exemplo, a temperatura é da ordem de milhões a centenas de milhões de graus (cerca de 15 milhões de graus no caso do Sol). Nestas condições de temperatura e pressão, o gás encontra-se no estado ionizado -

plasma – onde ocorrem as reações de fusão de núcleos dos elementos leves dando origem aos elementos mais pesados. Detalhes são fornecidos na próxima sub-seção.

Devido à alta pressão no centro, o gás apresenta propriedades que podem ser melhor descritas no estado de fluido ao invés do estado gasoso. Da energia produzida pela fusão dos elementos no núcleo das estrelas - em especial, o Sol - parte é usada para manter as condições de temperatura e pressão internas, e parte é emitida na forma de radiação que escapa pela “superfície” iluminando e aquecendo os astros do espaço interplanetário.

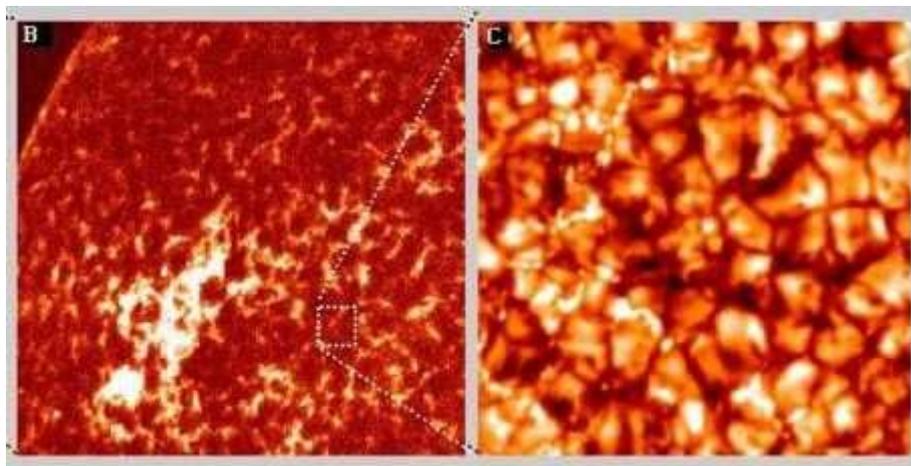


**FIGURA 4.2 - ESQUEMA REPRESENTANDO AS CAMADAS INTERNAS DO SOL: NÚCLEO, ZONA RADIATIVA E ZONA CONVECTIVA. O NÚCLEO DO SOL ENCONTRA-SE EM EQUILÍBRIO COM A CAMADA RADIATIVA, COBERTA POR UMA CAMADA ONDE OCORRE CONVECÇÃO (FONTE: <http://science.msfc.nasa.gov/ssl>)**

Observando-se a “superfície” solar, com grande aumento, pode-se ver grãos, semelhantes a bolhas de água em ebulição no interior de uma panela (Figura 4.3).

No caso do Sol, são bolhas de gás muito quente transportando a energia do interior para a “superfície” por convecção do gás. No envoltório abaixo da “superfície”, a convecção ocorre se for atendido o critério de Schwarzschild –  $|(\text{grad } T)_{\text{adi}}| < |(\text{grad } T)_{\text{rad}}|$ . Portanto, a convecção ocorre devido a grande opacidade dessa camada à transferência de energia

pelo processo radiativo. Assim, as porções mais internas do gás, aquecidas pela radiação que vem do núcleo, expandem-se e sobem até a “superfície”, onde perdem energia e esfriam. Ao esfriarem tornam-se mais densas e pesadas, tornando a descer. As células de convecção têm cerca de 5.000 km e se movimentam em escalas de 10 minutos.

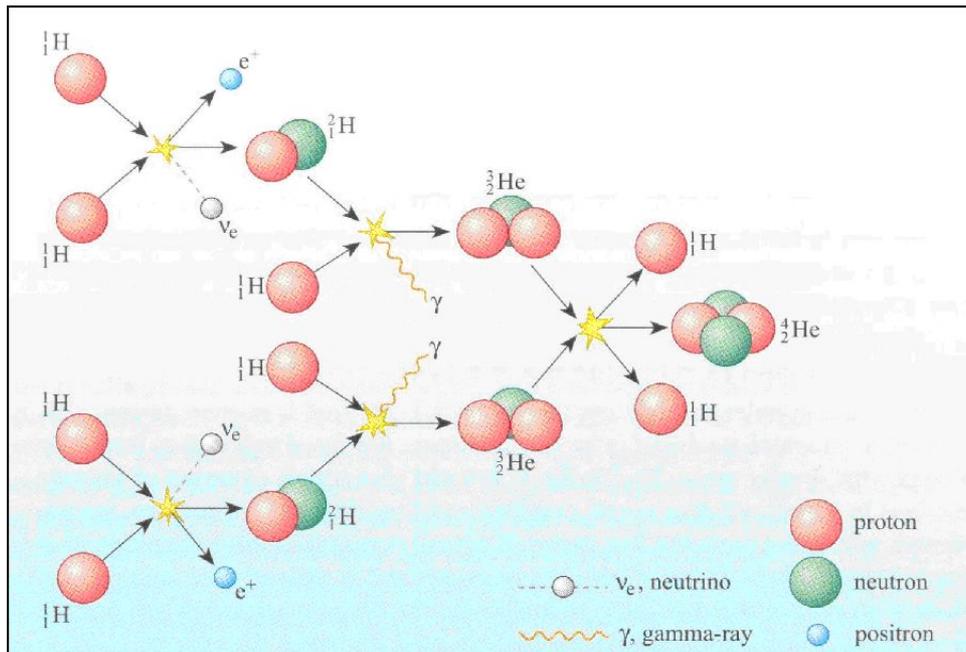


**FIGURA 4.3 - IMAGENS MOSTRANDO O FENÔMENO DE GRANULAÇÃO DA FOTOSFERA SOLAR. (FONTE: [HTTP://ASTRO.IF.UFRGS.BR/ESOL/ESOL.HTML](http://astro.if.ufrgs.br/esol/esol.html))**

#### **4.3.1.1 PROCESSO DE PRODUÇÃO DE ENERGIA NO NÚCLEO DO SOL**

O processo responsável pela produção de energia nas estrelas é a fusão nuclear de elementos leves – principalmente Hidrogênio (H) e seus isótopos (Deutério e Trítio) – em Hélio ( $\text{He}^4$ ) e outros elementos mais pesados. A seqüência mais importante de reações nucleares que ocorrem em estrelas da seqüência principal é aquela que converte núcleos de H em núcleos de  $\text{He}^4$ . Isto ocorre por vários caminhos. Contudo, algumas reações são excluídas pelas leis de conservação: de carga, número de bárions (prótons e nêutrons) e energia. No caso específico do Sol, a reação dominante é a cadeia ppI descrita a seguir. Inicialmente, temos 2 pares de núcleos de H, onde os 2 núcleos de cada par se fundem originando 2 núcleos de Deutério (D), liberando 2 pósitrons e 2 neutrinos. Em seguida, cada núcleo de D se funde com outro núcleo de H, originando 2 núcleos de  $\text{He}^3$  e 2 raios-gama. Finalmente, os 2 núcleos de  $\text{He}^3$  assim formados se fundem originando um núcleo de  $\text{He}^4$  e mais 2 núcleos de H. Na prática, os raios-gama produzidos nesta cadeia em grande parte são os responsáveis pela radiação eletromagnética observada do Sol. A Figura 4.4 mostra esta seqüência de reações da cadeia ppI que produzem a maior parte da energia no interior do Sol.

Uma outra pequena fração da energia solar é produzida pela cadeia ppII. Nesta outra cadeia, a partir da formação de um núcleo de  $\text{He}^3$ , este se funde com um núcleo de  $\text{He}^4$  formando um núcleo de  $\text{Be}^7$  e um raio-gama. O  $\text{Be}^7$  decai para um núcleo de  $\text{Li}^7$  com a emissão de um elétron e um neutrino. Por fim, este núcleo de  $\text{Li}^7$  formado se funde com um núcleo de H, produzindo 2 núcleos de  $\text{He}^4$ . Estima-se que apenas cerca de 15% de toda a energia do Sol é produzida por este outro processo.



**FIGURA 4.4 – SEQUÊNCIA DE REAÇÕES DA CADEIA PPÍ RESPONSÁVEL PELA PRODUÇÃO DE ENERGIA NO NÚCLEO DO SOL. (FONTE: GREEN E JONES, 2004).**

#### 4.3.1.2 TACOCLINA

O termo relativamente recente *tacoclina*, se refere à estreita camada de transição entre a zona radiativa do interior solar e o envelope convectivo que se estende até a "superfície". O termo, originalmente proposto em 1992 por Spiegel & Zahn, deriva de duas palavras: *tachus* de origem grega, que significa rápido (velocidade) e *clinare* de origem latina, cujo significado é reclinar-se (variação). No caso, trata-se de uma estreita ( $\sim 0,04 R_s$ ) camada do interior solar que acopla a rotação uniforme - na forma de corpo rígido - do núcleo radiativo com a rotação diferencial em função da latitude do envelope convectivo. Essa diferença cria o efeito observacional de uma velocidade de rotação maior nas regiões equatoriais com um gradual aumento do período de rotação sendo observado em direção às regiões polares. Devido a essa característica, a *tacoclina* apresenta um alto grau de cisalhamento. Como mencionado o núcleo radiativo apresenta

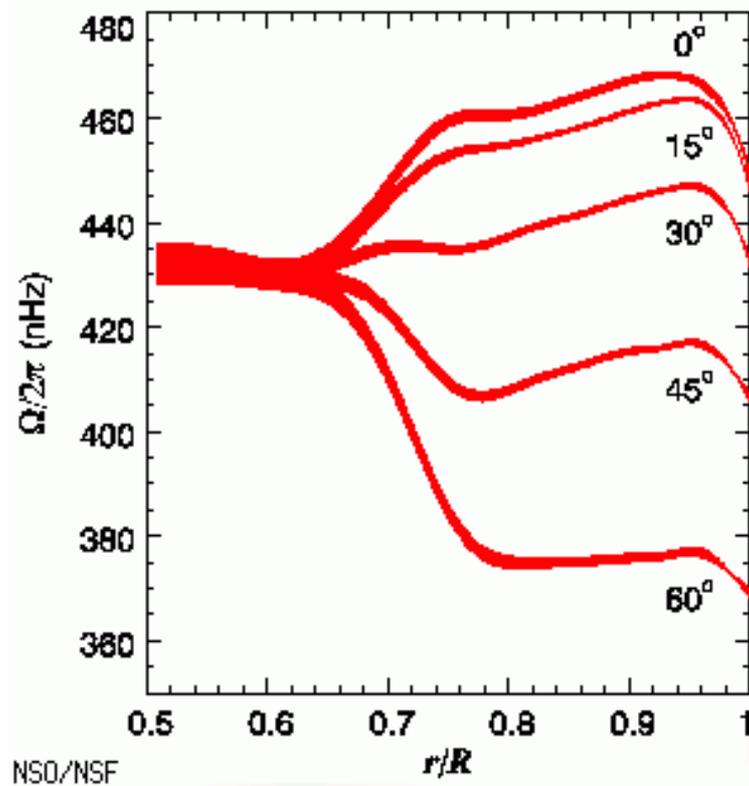
rotação uniforme, porém sua velocidade de rotação equivale àquela observada na regiões fotosféricas de moderadas latitudes (35 a 40 graus).

Para se ter uma idéia, nas proximidades do equador o Sol completa uma rotação em cerca de 26 dias enquanto que em regiões de 80 graus de latitude o período passa para pouco mais de 31 dias. Isso significa que 5 rotações de regiões polares do Sol equivalem aproximadamente a 6 de suas rotações equatoriais. Acredita-se que tanto a geometria quanto a espessura desta camada têm importância fundamental em modelos de dínamo solar, suprimindo o campo poloidal mais fraco – dominante nos períodos de mínimo do ciclo de atividade - e criando o campo toroidal bem mais intenso – característico de épocas de atividade do ciclo.

Observações heliosismológicas indicam que a taoclina deve ter uma espessura de cerca de 4% do raio solar e que se encontra localizada a cerca de 70% do raio solar quando medido a partir do centro em direção à "superfície". A Figura 4.5, obtida de observações heliosismológicas, apresenta o período de rotação observado no Sol a partir de meio raio solar até a superfície. Pode-se ver claramente que o núcleo radiativo gira com velocidade uniforme e que existe uma região de transição a partir da qual a velocidade angular passa a apresentar valores distintos em função da latitude.

#### **4.3.1.3 PROBLEMA DOS NEUTRINOS SOLARES – SOLUÇÃO E OUTROS PROBLEMAS**

A estrutura interna das estrelas tem sido bem estimada, porém pouco conhecida na realidade. Acredita-se que a estrutura interna de uma estrela esteja definida a partir de sua massa e composição química. Mas, a composição química muda gradualmente à medida que o H é convertido em  $\text{He}^4$  e não é sempre conhecida. Além disso, não é sabido se o  $\text{He}^4$  produzido no centro lá permanece ou é levado para as camadas mais externas por algum processo de mistura. Também tem sido sugerido que o Sol e outras estrelas ainda possuem os núcleos da época de sua formação que giram relativamente rápido. Finalmente, a estrutura das camadas mais externas do Sol é modificada pela existência de convecção, que temos dificuldade em modelar.



**FIGURA 4.5 – PERFIL DA ROTAÇÃO INTERIOR DO SOL EM FUNÇÃO DA DISTÂNCIA AO CENTRO, A PARTIR DE  $0.5 R_s$  ATÉ A “SUPERFÍCIE”, EXIBINDO A VARIAÇÃO DA FREQUÊNCIA DE ROTAÇÃO COM A LATITUDE SOLAR (FONTE: NATIONAL SOLAR OBSERVATORY - NSO)**

Por estas razões tem sido renovado o interesse no interior solar, particularmente porque atualmente se pode sondá-lo, até um determinado ponto, através de observações dos neutrinos e heliosismologia. Visto que o Sol é a única estrela para a qual tais observações são possíveis, estas investigações são de grande importância para a compreensão de todas as outras estrelas.

Para a produção de energia no centro do Sol já vimos que ocorre a fusão dos núcleos de átomos leves para formação de núcleos de átomos mais pesados. Entretanto, a taxa de neutrinos solares produzidos, medida por experimentos científicos, é cerca de 3 vezes menor do que aquela prevista pelos cálculos teóricos. Este fato ficou conhecido como o "Problema dos neutrinos solares" e intrigou a comunidade de físicos e astrônomos até o início deste século, gerando várias explicações sem uma base consistente.

Entretanto, já na última década do século XX, havia uma hipótese, proposta por Wolfenstein, de que uma boa fração dos neutrinos solares, produzidos no núcleo do Sol, sofriam oscilação de massa se transformando em outro tipo de neutrino que não podia ser detectado pelos experimentos disponíveis na época. Esta hipótese foi confirmada, no início do século XXI, por medidas efetuadas tanto com o detector japonês chamado de SuperKamiokande quanto com o detector canadense chamado Sudbury Neutrino Observatory (SNO), e com isto foi solucionado o problema dos neutrinos solares. Entretanto, outras questões surgiram com esta descoberta, entre elas a determinação de qual a porcentagem de produção de energia no centro do Sol devido à cadeia PP e aquela devido ao ciclo CNO.

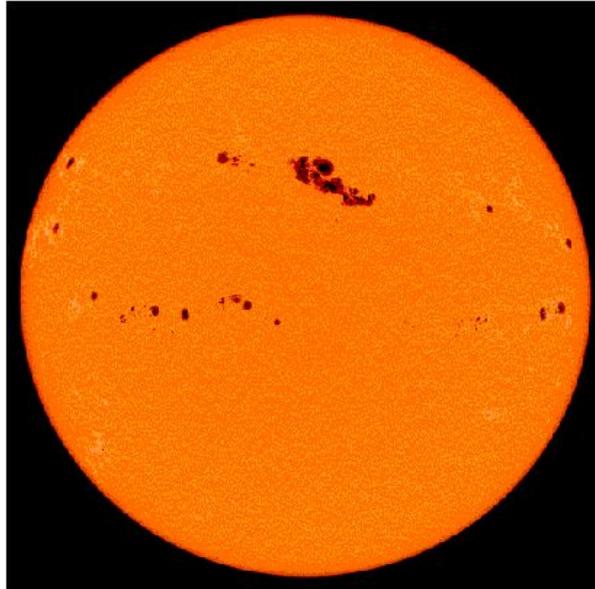
#### **4-3-2 A ATMOSFERA SOLAR**

Como já foi citado, a atmosfera solar é composta basicamente por 3 camadas: fotosfera - visível a olho nu, cromosfera, acima da primeira, e coroa solar, a camada mais externa e tênue. Além disso, existe a chamada região de transição entre a cromosfera e a coroa.

##### **4-3-2-1 FOTOSFERA**

Trata-se da camada visível do Sol. É uma estreita camada de cerca de 500 km de espessura, o que equivale a cerca de meio milésimo do raio solar. É da fotosfera que vem a maior parte da luz visível, por três razões. Primeiro, tanto cromosfera quanto coroa que estão acima são praticamente transparentes na luz visível. O gás desta camada não é totalmente transparente, e devido a sua opacidade o interior solar não pode ser visto. E por último, sua extensão e temperatura são de tal magnitude que a tornam uma potente fonte térmica de radiação.

A densidade desta camada é de cerca de  $10^{13}$ - $10^{15}$  partículas por centímetro cúbico. Além da granulação, nesta camada podem ser observadas manchas escuras que surgem e praticamente desaparecem por completo regularmente em períodos com média de cerca de 11 anos. A Figura 4.6 mostra um exemplo de grupos de manchas observadas sobre o disco solar, característico de épocas de máximo do ciclo de atividade.

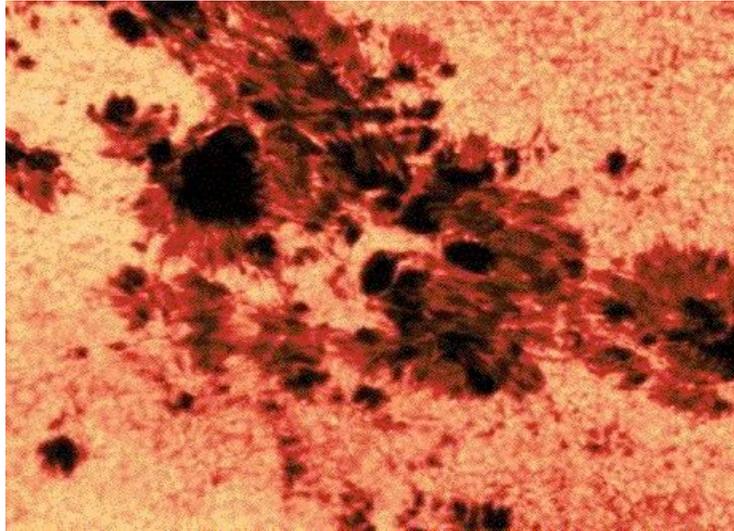


**FIGURA 4.6 - DISCO SOLAR COM MANCHAS SOLARES. (FONTE: <http://www.spaceweather.com>)**

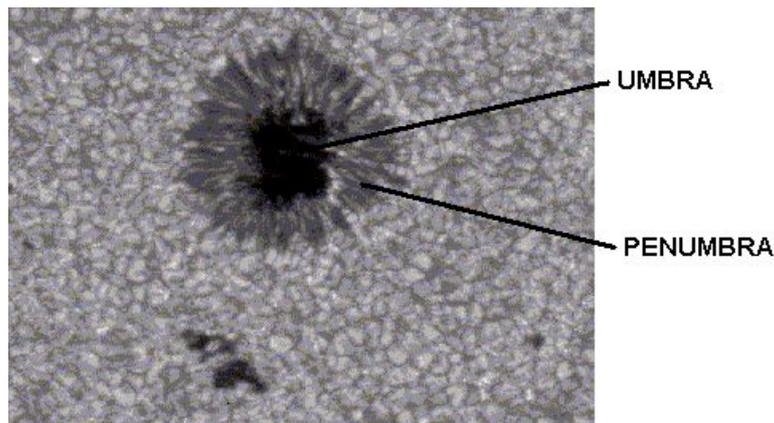
Essas manchas já eram observadas pelos chineses milhares de anos antes de Cristo e ficaram conhecidas como manchas solares. Entretanto, o estudo mais sistemático e científico das manchas solares só começou com o uso do telescópio, sendo observadas (por projeção da imagem do Sol) desde Galileo, já em 1610. Como ficará claro mais tarde, estão relacionadas com o ciclo de atividade solar.

As manchas solares tendem a se formar em grupos (Figura 4.7). Se constituem de duas partes: a umbra, parte central mais escura, com temperaturas em torno de 4000 K, e a penumbra, região um pouco mais clara e com estrutura radial em torno da umbra. A Figura 4.8 mostra um mancha solar isolada onde pode-se identificar a umbra e a penumbra.

A presença de manchas solares nos informa a respeito da existência de campos magnéticos intensos na atmosfera solar. Uma vez que o campo magnético inibe o processo convectivo, o transporte de energia nas manchas é bem menor, e conseqüentemente as manchas são significativamente mais frias emitindo bem menos radiação do que o restante da superfície solar. Por este motivo, devido ao contraste com a superfície solar mais brilhante é que as manchas aparecem escuras. Na realidade, as manchas típicas são aproximadamente 10 vezes mais brilhantes do que a Lua cheia, e normalmente, aparecem na superfície solar em grupos que evoluem em número e área total e podem durar até várias rotações solares.



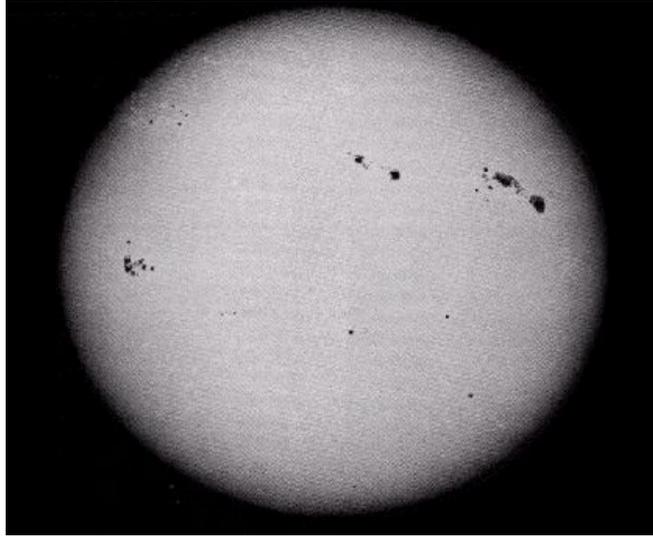
**FIGURA 4.7 - EXEMPLO DE GRUPO DE MANCHAS SOLARES. (FONTE: [HTTP://SCIENCE.MSFC.NASA.GOV/SSL](http://science.msfc.nasa.gov/ssl))**



**FIGURA 4.8 - IMAGEM DE UMA MANCHA SOLAR ISOLADA. PODEM SER CLARAMENTE IDENTIFICADAS A UMBRA E A PENUMBRA. (FONTE: [HTTP://WWW.HAO.UCAR.EDU:80/PUBLIC](http://www.hao.ucar.edu:80/public))**

O número de manchas presentes no disco solar está diretamente relacionado ao nível de atividade do ciclo que é explicado adiante. Observando-se um determinado grupo de manchas ao longo de vários dias constata-se que o Sol possui rotação, com um período médio de 28 dias (possui rotação diferencial de aproximadamente 27 dias no Equador e cerca de 32 dias nas proximidades dos pólos). O escurecimento - opacidade - observado do limbo é uma informação de que a temperatura cai com a altura na fotosfera (Figura

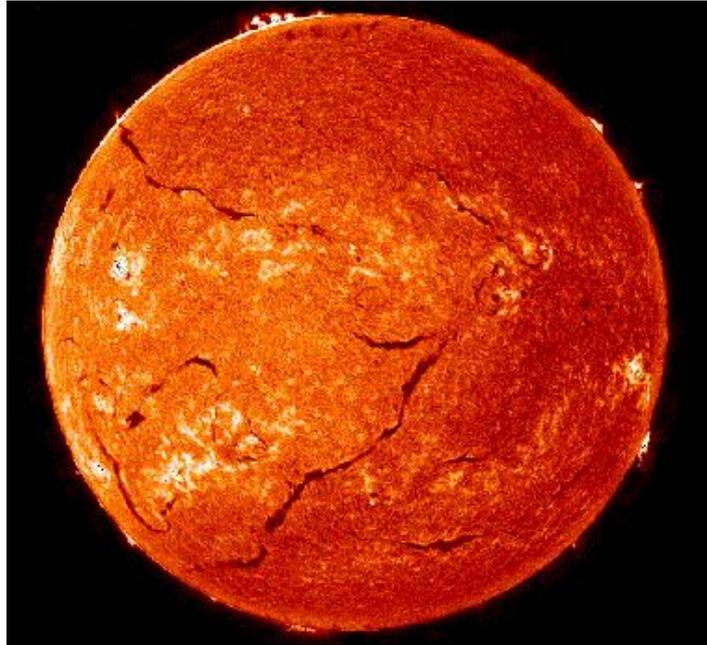
4.9). Esta camada apresenta uma temperatura que vai de  $\sim 5780$  K na sua base até cerca de 4200-4400 K na sua parte mais elevada, próximo à base da cromosfera. O gás mais frio é menos brilhante, portanto a alta fotosfera é menos brilhante e mais opaca do que sua base e o efeito observado é o obscurecimento do limbo solar fotosférico.



**FIGURA 4.9 - IMAGEM DO SOL EM LUZ BRANCA. PODE-SE OBSERVAR O OBSCURECIMENTO DO LIMBO, OU BORDA DO SOL. (FONTE: [HTTP://WWW.HAO.UCAR.EDU:80/PUBLIC](http://www.hao.ucar.edu:80/public))**

#### **4-3-2-2 CROMOSFERA**

Estendendo-se até cerca de 10.000 km acima da fotosfera esta camada possui uma temperatura que vai até dezenas de milhares de graus. A densidade cai de 2-3 ordens de grandeza relativamente à fotosfera. Esta camada pode ser vista observando-se o Sol com um filtro especial na luz vermelha, conhecido como  $H-\alpha$  (correspondendo a primeira linha da série de Balmer do átomo de Hidrogênio em 6563 Å) (Figura 4.10). Utilizando este filtro pode-se distinguir as várias estruturas cromosféricas: proeminências, "praias" brilhantes, filamentos, fáculas, "plages" e espículos.



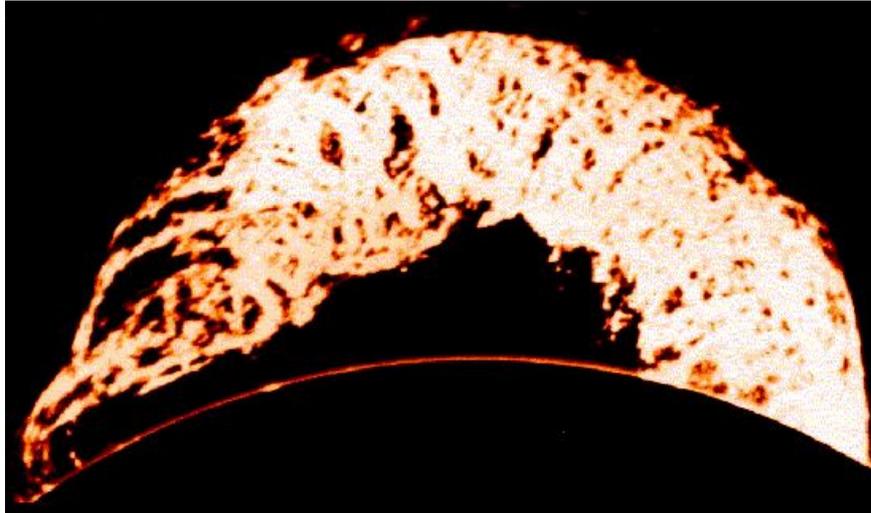
**FIGURA 4.10 - IMAGEM DO SOL EM H-ALFA. PODE-SE IDENTIFICAR ESTRUTURAS COMO: FILAMENTOS - ESCUROS, FÁCULAS - CLARAS - E ESPÍCULOS - NO LIMBO. (FONTE: <http://www.hao.ucar.edu:80/public>)**

Com um filtro H- $\alpha$  pode-se identificar a cromosfera e distinguir as proeminências, que são estruturas que se erguem do limbo ou formam nuvens escuras sobre o disco. "Praias" brilhantes podem ser vistas sobre o disco associadas às manchas.

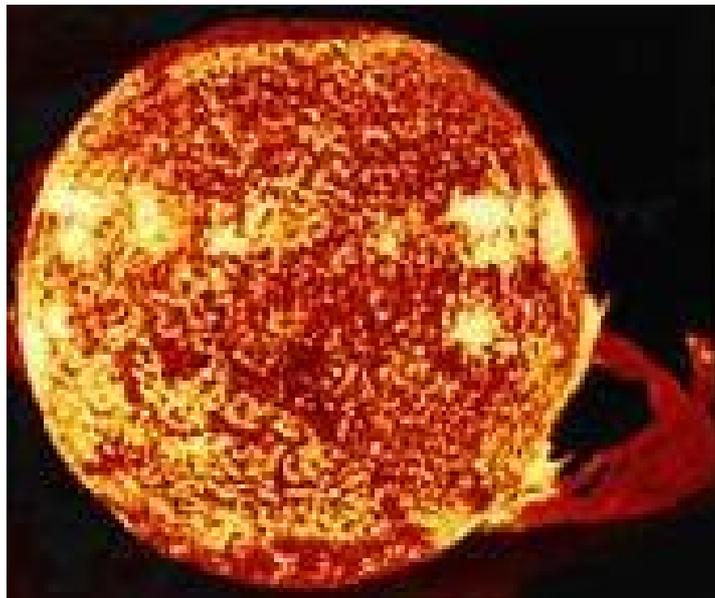
Qualquer nuvem de material visível acima da fotosfera, observada no H- $\alpha$ , pode ser chamada de proeminência. Quando observada no limbo aparece brilhante em contraste ao céu escuro, quando observada no disco é chamada por filamento escuro, apresentando-se assim por possuir apenas 10% do brilho do disco solar em H- $\alpha$ . As proeminências podem ser observadas, em alguns pontos ao redor do disco escuro da Lua, quando ocorre o máximo de eclipses solares totais. E podem ser classificadas pela forma como se apresentam em:

- 1- Calmas (de longa duração): proeminências ou filamentos localizados em ou próximos a regiões ativas.
- 2- Ativas (transitórias): proeminências geralmente associadas a "flare" no limbo ou precipitação de arcos magnéticos.

A proeminência eruptiva está entre os mais espetaculares eventos solares (Figuras 4.11 e 4.12), e é responsável por uma grande parcela das ejeções de massa coronal - CME.



**FIGURA 4.11 - PROEMINÊNCIA SOLAR OBSERVADA EM H-ALFA. (FONTE: <http://science.msfc.nasa.gov/ssl>)**



**FIGURA 4.12 - IMAGEM EM RAIOS-X DO SOL, OBTIDA PELO SATÉLITE SKYLAB EM 19 DE DEZEMBRO DE 1973. É MOSTRADA UMA DAS MAIS IMPRESSIONANTES PROEMINÊNCIAS JÁ REGISTRADAS. (FONTE: LABORATORIO ESPACIAL SKYLAB - NASA).**

Uma boa fração dos "flares" estão associados a filamentos, que normalmente desaparecem por erupção para cima. Os filamentos grandes se formam gradualmente. O primeiro passo ocorre quando uma região ativa se rompe em duas regiões unipolares. A seguir, as linhas neutras que se formam do rompimento desta e outras regiões ativas se unem para produzir um filamento extenso. Às vezes duram por várias rotações solares.

Um filamento típico é menor, dura apenas uma rotação solar e sofre ligeira alteração de forma quase todo dia. Além disso, pode ser usado para estimativas da rotação solar.

Espículos são pequenos jatos de matéria que se projetam em direção à coroa solar, com velocidades de cerca de 20 km/s a alturas de até 15.000 km. Estas estruturas, que surgem em aglomerados semelhantes a placas de grama, só podem ser vistas quando se observa a atmosfera solar - com um filtro H- $\alpha$  - em direção ao limbo (contorno) do disco solar. Esses aglomerados normalmente aparecem na borda de estruturas magnéticas, têm uma largura de aproximadamente 2.000 km e duração de cerca de 10 minutos, quando surgem novos conjuntos de espículos.

#### **4-3-2-3 REGIÃO DE TRANSIÇÃO CROMOSFERA-COROA**

A fronteira cromosfera-coroa é conhecida como região de transição, uma fina camada de poucas centenas de quilômetros na qual a temperatura se eleva dos valores cromosféricos até cerca de 1-2 milhões de graus, já na base da coroa. Além disso, a densidade decresce por mais 3-4 ordens de grandeza dos valores cromosféricos, valores estes típicos da coroa solar calma (característica de períodos de baixa atividade solar).

A primeira suposição da existência desta camada da atmosfera solar foi obtida a partir das medidas de temperatura e densidade tanto da cromosfera quanto da coroa solar. Como os valores obtidos nas duas camadas variavam de ordens de grandeza, se suspeitou que houvesse alguma camada intermediária que conectasse cromosfera à coroa de alguma forma, fazendo o elo e a transição contínua mesmo que relativamente abrupta destes parâmetros na atmosfera solar. O quadro que se formou na época foi de uma estreita camada uniforme e estática que fizesse a transição entre os valores de temperatura e densidade observados na cromosfera para aqueles característicos da coroa. Por este motivo, foi proposta e aceita a designação de região de transição.

Com o advento de observações solares através de instrumentos à bordo de satélites artificiais, nas décadas de 80 e 90 do século XX, o quadro acima começou a se modificar. Tratava-se de uma camada estreita – poucas centenas de km - e bem irregular da atmosfera solar separando a coroa quente da cromosfera bem mais fria. Verificou-se que o calor desce da coroa para a cromosfera e no processo produz esta estreita região onde a temperatura muda rapidamente de 1 milhão na base da coroa para dezenas a centenas de milhares de graus. Àquela alta temperatura o Hidrogênio se encontra

ionizado (desprovido de seus elétrons) o que dificulta a sua visão. Em vez do Hidrogênio, a luz emitida pela região de transição é dominada por íons tais como o C IV, o O IV, e o Si IV (cada um desprovido de 3 de seus elétrons). Estes íons emitem luz, na faixa do ultravioleta do espectro solar, que é absorvida pela atmosfera terrestre e pode ser observada apenas do espaço por meio de instrumentos a bordo de satélites.

Além disso, evidências observacionais mais recentes indicam que a região de transição é bem definida e localizada espacialmente, e composta de um plasma dinâmico e detalhadamente estruturado confinado no interior de cordões de um campo magnético filamentar. O plasma se move em altas velocidades e ocorrem rápidas variações temporais de todos os parâmetros do gás. A massa do plasma é pequena e como consequência facilmente perturbada. Neste caso, marcas espectrais de processos de transferência de momento e energia na atmosfera solar são facilmente detectáveis na região de transição, onde podem ser amplificados em comparação às respostas obtidas nas mais extensas e complexas camadas da cromosfera e coroa. Desta forma, a região de transição permite que se observe fenômenos que estão ocorrendo em regiões onde as temperaturas são mais baixas e também onde são mais altas na atmosfera solar.

#### **4-3-2-4 COROA**

A coroa é a parte mais externa da atmosfera solar e estende-se por milhões de quilômetros a partir do Sol. É melhor observada durante os eclipses totais do Sol, pois apesar de ter um brilho equivalente ao da Lua cheia, ela fica obscurecida quando a fotosfera é visível. Desta forma, durante o eclipse, como o disco solar é ocultado pela Lua, é possível observar e estudar a coroa (Figura 4.13).

Como já mencionado, a densidade desta camada é de 3-4 ordens de grandeza mais baixa do que aquela da cromosfera e sua temperatura é de 1-2 milhões de graus. Como a temperatura é extremamente alta, a coroa emite grande quantidade de raios-X. Além disso, a esta temperatura o gás encontra-se na forma de plasma - gás ionizado - produzindo assim os elétrons e íons que podem formar o chamado vento solar. Este vento se propaga por todo o sistema solar e eventualmente atinge a Terra.



**FIGURA 4.13 - EXEMPLOS DE ECLIPSES SOLARES TOTAIS MOSTRANDO A COROA (FONTE: [HTTP://SUNEARTH.GSFC.NASA.GOV/ECLIPSE/ECLIPSE.HTML](http://sunearth.gsfc.nasa.gov/eclipse/eclipse.html))**

Nesta camada também são observadas as chamadas regiões ativas, locais onde temperatura e densidade são elevadas além de possuírem campos magnéticos intensos (de dezenas a centenas de Gauss) distribuídos em forma de arcos com as extremidades - pólos magnéticos - situados na fotosfera.

É nas regiões ativas que se observam os fenômenos conhecidos como explosões ("flares") solares – vide adiante - que ocorrem com frequência muito maior nos períodos de máximo de atividade do ciclo solar (explicado adiante).

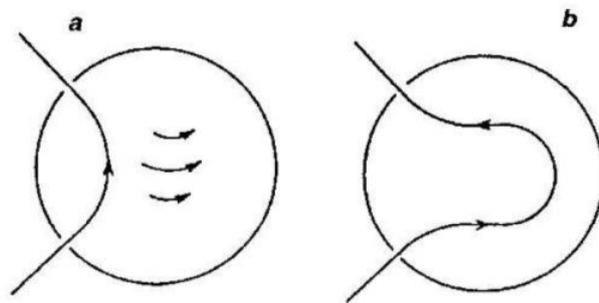
#### **4.4 CAMPOS MAGNÉTICOS SOLARES E SUA ORIGEM**

Acredita-se que o campo magnético solar seja formado pelo mecanismo de dínamo por transporte de fluxo (Choudhuri, 2007). O processo como um todo está descrito a seguir.

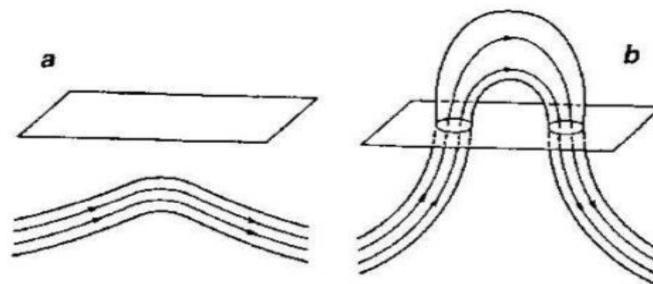
Como mencionado, o Sol possui rotação diferencial, mais rápida nas baixas latitudes do que nos pólos. Assim, o gás que está preso às linhas de campo as arrasta consigo causando distorção em sua direção, de médias latitudes em direção ao Equador. O motivo do aprisionamento e arraste do gás é explicado na próxima seção. A cada rotação, as linhas de campo são mais e mais arrastadas e distorcidas próximo ao Equador, até que a densidade de linhas de campo cresce tanto que se estabelece uma configuração toroidal. Assim, a partir da taoclina, a rotação diferencial solar transforma o campo poloidal, das regiões de moderadas e baixas latitudes, em tubos de fluxo de campo toroidal dentro do envelope convectivo, como ilustrado na Figura 4.14.

Por sua vez, pelo processo de flutuação magnética - quando  $P_{int} < P_{ext}$  - frações de tubos de fluxo do campo toroidal formado sobem pelo envelope convectivo até a "superfície" solar onde afloram em alguns pontos na forma de um grupo de manchas solares. A

Figura 4.15 exhibe um exemplo. A partir daí, os tubos de fluxo se projetam para a atmosfera solar – cromosfera e coroa - na forma de arcos magnéticos, na sua configuração mais simples, o que configura as chamadas regiões ativas. O grupo de manchas originado na “superfície” se apresenta inclinado com a mancha precursora, de uma polaridade magnética, mais próxima ao equador e a mancha seguidora, de polaridade contrária, mais próxima ao polo (Lei de Joy). Entretanto, as polaridades magnéticas das manchas “precursora” e “seguidora” são opostas nos hemisférios Norte e Sul do Sol (vide Figura 4.16). A intensidade dos campos magnéticos correspondentes às manchas solares no nível fotosférico pode atingir vários milhares de Gauss; já foram registradas medidas acima de 4000 G para o campo magnético de manchas solares na fotosfera.



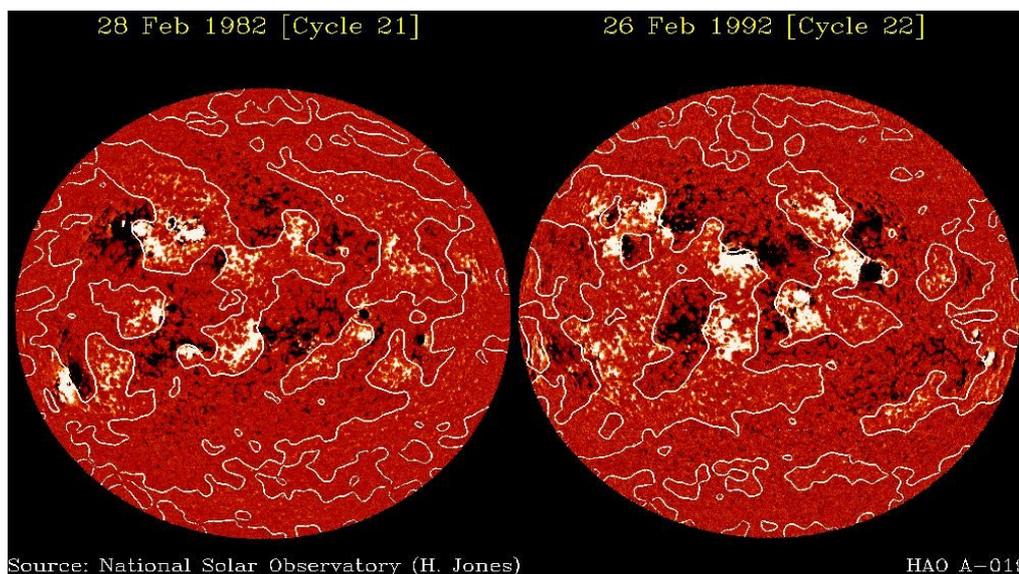
**FIGURA 4.14 - EVOLUÇÃO DO CAMPO MAGNÉTICO SOLAR DURANTE O INÍCIO DE UM CICLO DE ATIVIDADE (FONTE: CHOUDHURI, 2007)**



**FIGURA 4.15 – PROPRIEDADE DE FLUTUAÇÃO DE UM TUBO DE FLUXO MAGNÉTICO NO ENVELOPE CONVECTIVO DO INTERIOR SOLAR (FONTE: CHOUDHURI, 2007)**

Por outro lado, sabe-se que existe uma circulação meridional do gás, do equador em direção aos polos, em cada hemisfério solar, observada pelo movimento latitudinal de pequenas estruturas magnéticas solares. A velocidade medida é da ordem de 10 m/s

(Komm et al., 1993). Após o decaimento de um grupo de manchas seu campo se dissipa para a região circundante por difusão turbulenta, com a polaridade da mancha precursora se difundindo mais para latitudes mais baixas e a polaridade da mancha seguidora se difundindo mais para latitudes mais altas, o que dá origem ao campo poloidal na "superfície" solar (mecanismo de Babcock-Leighton). Esse campo migra pela "superfície" em direção aos polos e acredita-se que desça até a tacoclina onde adquire migração em direção ao equador, completando o ciclo de fluxo meridional. Atingindo as moderadas latitudes a rotação diferencial transforma novamente esse campo poloidal em campo toroidal fechando o ciclo do dínamo solar, embora no novo ciclo as polaridades sejam inversas em relação ao ciclo anterior (Lei de Hale). Ressalte-se que processo idêntico ocorre no outro hemisfério solar embora as polaridades também sejam contrárias nos dois hemisférios. Esse processo leva em média 11 anos.



**FIGURA 4.16 - (ESQUERDA) POLARIDADES DAS MANCHAS “PRECURSORA” E “SEGUIDORA” DO CAMPO MAGNÉTICO DE REGIÕES ATIVAS NOS HEMISFÉRIOS NORTE E SUL DO SOL DURANTE UM CICLO DE ATIVIDADE. (DIREITA) INVERSÃO DAS POLARIDADES MAGNÉTICAS DAS MANCHAS “PRECURSORA” E “SEGUIDORA” NO CICLO DE ATIVIDADE SEGUINTE (FONTE: NATIONAL SOLAR OBSERVATORY).**

Quando do início do próximo ciclo de atividade as linhas de campo novamente inverterão seu sentido, desta forma repetindo o mesmo sentido do penúltimo ciclo.

Nos casos de regiões ativas bem evoluídas, mais típicas de épocas de grande atividade solar, sua configuração de campo magnético destas regiões é extremamente complexa, envolvendo a interação de vários arcos de tamanhos e dinâmica distintos. A Figura 4.17 representa de forma esquemática a possível geometria do campo magnético de uma região ativa evoluída.

É esta complexidade e dinamismo que propicia as condições necessárias para a ocorrência de instabilidades que levam à liberação da energia do campo magnético, gerando assim o fenômeno conhecido como “flare”, associado à explosão solar observada em outras faixas de comprimentos de onda que não o óptico.



**FIGURA 4.17 - CONFIGURAÇÃO DO CAMPO MAGNÉTICO DE UMA REGIÃO ATIVA SOLAR EM ESTÁGIO EVOLUÍDO (FONTE: EXPERIMENTO EIT, SATÉLITE SOHO)**

#### **4.5 REGIÕES ATIVAS**

Estas regiões estão situadas no interior de configurações de campo magnético em forma de arco – para simplificar - com linhas de fluxo magnético que se projetam pela cromosfera até a coroa solar, cujas extremidades - pólos magnéticos Norte e Sul - estão

presas na fotosfera associados às manchas; como se fosse um ímã gigante. Devido a ação destes campos, é nas regiões ativas que se observam os fenômenos conhecidos como explosões solares - "flare", que em Português significa fulguração, historicamente devido às observações pioneiras efetuadas na luz visível. Estas explosões ocorrem com frequência muito maior nos períodos de máxima atividade do ciclo solar.

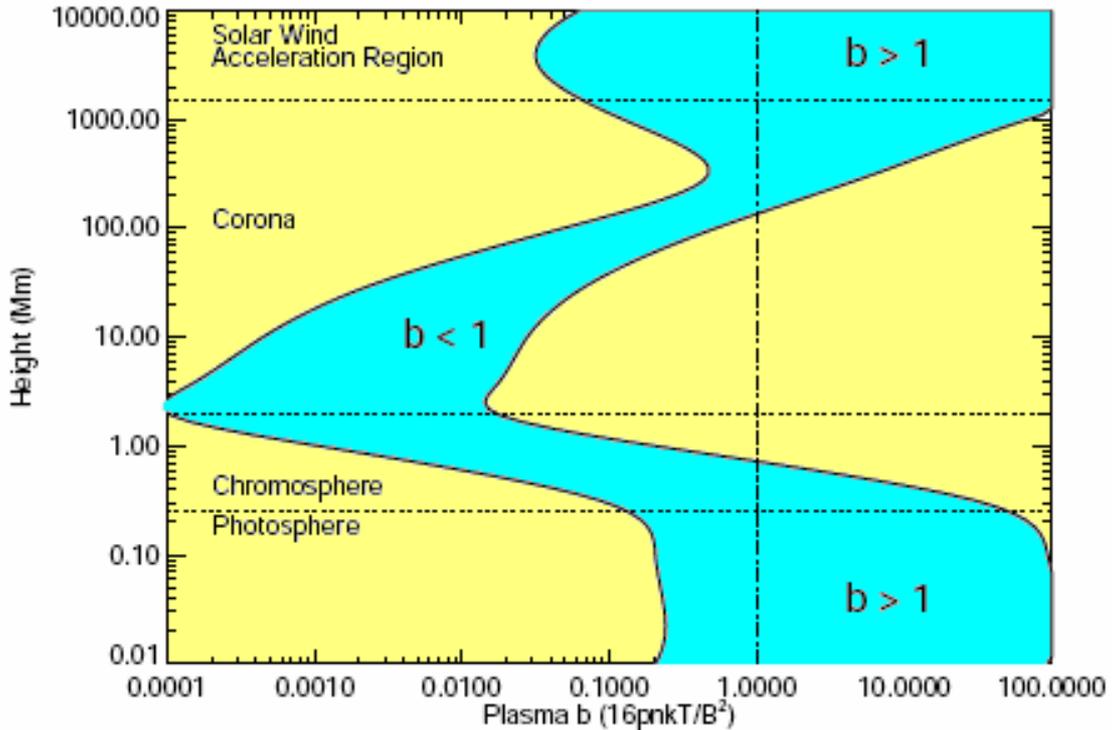
*Um pouco de Física de plasma: Plasma se refere à matéria no estado em que os átomos de gás se encontram desprovidos de parte ou todos seus elétrons em uma distribuição quase-neutra (gás ionizado com concentrações praticamente iguais de elétrons e íons positivos). Acredita-se que 99% da matéria ordinária do Universo encontra-se neste que é considerado o 4º estado da matéria, daí a importância de seu estudo e conhecimento.*

*Neste estado, a matéria apresenta certas propriedades exclusivas que não são observadas seja no estado sólido, líquido ou gasoso. Entre as principais propriedades podemos citar: a tendência que o plasma tem de permanecer eletricamente neutro e a capacidade de emissão de luz quando em contato com alguma perturbação elétrica e magnética capaz de excitá-lo.*

*A Figura 4.18 apresenta os valores característicos do parâmetro  $\beta$  de plasma - razão entre a pressão cinética e a pressão magnética no meio  $= 2 CnkT / (B^2/8\pi)$ ;  $n$ , densidade de elétrons,  $k$ , cte. Boltzmann,  $T$ , temperatura do meio,  $B$ , campo magnético,  $C$ , coeficiente de ionização - ao longo das 3 camadas da atmosfera solar. Por esta figura fica claro que a pressão magnética domina ( $\beta < 1$ ) o meio na alta cromosfera e baixa coroa. Fora destas camadas pode ser visto claramente a inversão do parâmetro  $\beta$  para valores maiores que a unidade. Isto indica que a pressão cinética domina o meio naquelas camadas. É por este motivo que a grande maioria senão quase totalidade dos fenômenos solares "transientes", principalmente as explosões solares, ocorrem nas camadas onde  $\beta < 1$ . É exatamente aí que se encontram as chamadas regiões ativas.*

#### **4.6 CICLO DE ATIVIDADE**

A maioria das características da emissão solar está diretamente relacionada à atividade solar. O aspecto mais marcante da atividade é o ciclo de cerca de 11 anos, período no qual o número de manchas solares cresce e atinge um máximo, decrescendo em seguida.



**FIGURA 4.18 – PARÂMETRO  $\beta$  DE PLASMA PARA AS VÁRIAS CAMADAS DA ATMOSFERA SOLAR, DESDE A FOTOSFERA ATÉ A ALTA COROA ONDE HÁ A REGIÃO DE ACELERAÇÃO DO VENTO SOLAR. (FONTE: GARY, 2001).**

A Figura 4.19 exibe a evolução dos ciclos solares desde 1.600 até próximo ao ano 2015.

No presente (2018), estamos próximo ao mínimo do atual ciclo (ciclo 24) de atividade solar. No início de um ciclo, manchas pequenas surgem em número reduzido em latitudes solares moderadas ( $30^\circ - 40^\circ$ ), e vão se formando em grupos cada vez maiores e mais próximas ao equador solar, aumentando em número, conforme o ciclo evolui em direção ao máximo de atividade, decrescendo gradativamente quando o ciclo decai em direção ao mínimo. A Figura 4.20 ilustra bem esse comportamento observado ao longo de vários ciclos solares. O diagrama ilustra como a latitude de surgimento das manchas muda de acordo com a evolução dos ciclos solares, e é conhecido como “Diagrama Borboleta”.

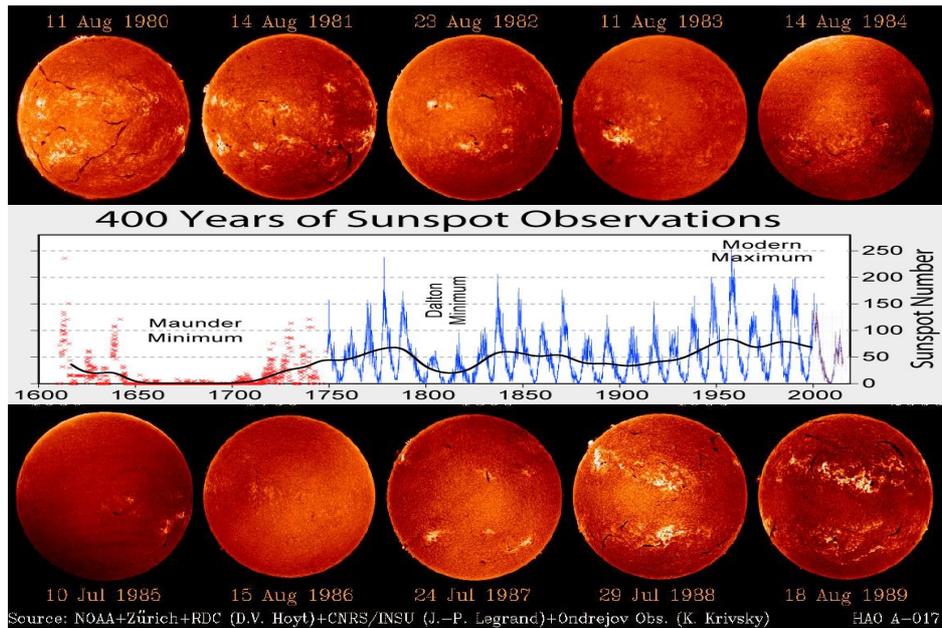


FIGURA 4.19 - EVOLUÇÃO DOS CICLOS SOLARES DESDE 1.600 (CENTRO). AS IMAGENS DO TOPO E DE BAIXO REPRESENTAM ASPECTOS DO DISCO SOLAR EM DIFERENTES ÉPOCAS AO LONGO DE UM CICLO: DE 1980 A 1989. (FONTE: <http://www.hao.ucar.edu:80/public>, [http://www.wikiwand.com/en/Solar\\_cycle](http://www.wikiwand.com/en/Solar_cycle)).

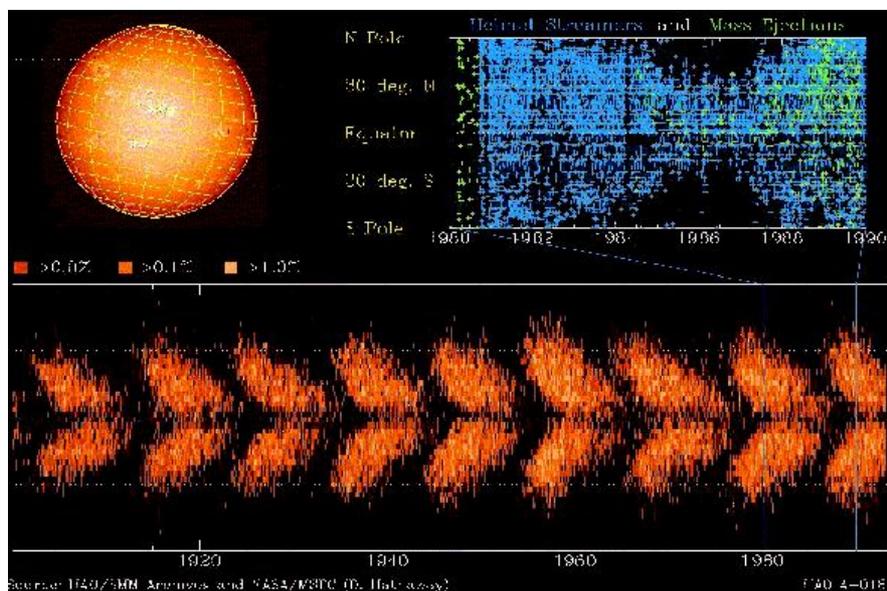


FIGURA 4.20 - "DIAGRAMA BORBOLETA" MOSTRANDO AS LATITUDES DE SURGIMENTO DAS MANCHAS SOLARES AO LONGO DE NOVE CICLOS SOLARES CONSECUTIVOS. (FONTE: <http://www.hao.ucar.edu:80/public>).

Este período leva cerca de 11 anos em média. Entretanto, como uma mesma polaridade magnética do Sol se repete somente a cada 2 ciclos de atividade, o ciclo magnético solar é de cerca de 22 anos.

Durante o máximo do ciclo, também cresce muito a ocorrência de fenômenos energéticos que ocorrem nas regiões ativas associados às manchas. Além disso, também estão correlacionados aumentos de irradiância solar total e fluxo rádio integrado (10.7cm).

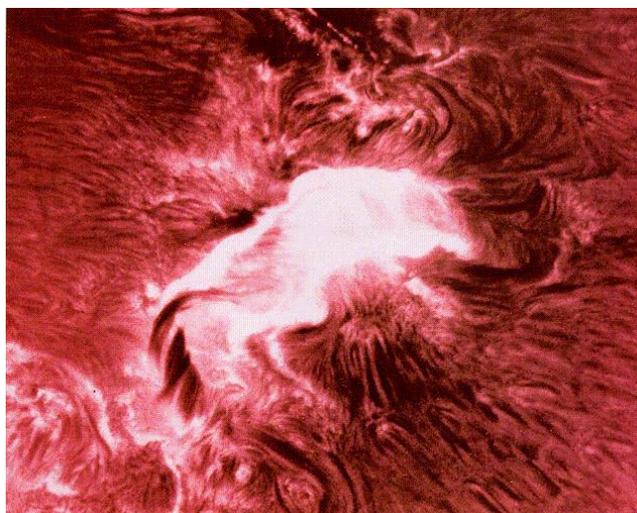
Estes fenômenos são chamados de explosões ou "flares" solares. A explosão solar pode estar associada ao fenômeno de "ejeção de massa coronal" e conseqüentemente também à ocorrência das chamadas tempestades geomagnéticas observadas na Terra. Outros efeitos importantes da atividade solar são os prejuízos causados em: comunicações, sistemas de navegação, órbita de satélites, exploração de recursos minerais, sistemas de fornecimento de energia, oleodutos, sistemas biológicos, e também os danos das radiações ionizantes de origem solar que podem atingir missões espaciais tripuladas, colocando em risco a vida dos astronautas pela exposição à grande quantidade de radiação. Estes efeitos referem-se ao que antes era chamado de relações Sol-Terra e hoje é designado por Clima Espacial.

#### **4.7 EXPLOSÕES (“FLARES”) SOLARES**

As explosões solares foram observadas pela primeira vez, em 1 de Setembro de 1859, por R. C. Carrington and R. Hodgson, enquanto eles observavam manchas solares na luz visível. Como observaram um grande abrilhantamento chamaram o fenômeno de “flare” (que, em Inglês, significa abrilhantamento). Estes fenômenos caracterizam-se pela emissão de grandes quantidades de energia ( $10^{19}$  -  $10^{25}$  J), em intervalos de tempo relativamente curtos, variando de dezenas de segundos até poucas horas para os fenômenos mais intensos. Um exemplo de “flare” solar – como o fenômeno ficou conhecido na luz visível – registrado em H- $\alpha$  é mostrado na Figura 4.21.

A energia cinética/térmica liberada no “flare” é proveniente da energia magnética e ocorre na atmosfera solar, nos locais conhecidos como regiões ativas, como descrito

anteriormente. Toda essa energia, que não chega a 10% de toda a energia emitida pelo Sol durante 1 segundo, provoca o aquecimento e aceleração dos elétrons, prótons e íons mais pesados presentes nos locais de liberação de energia e em sua vizinhança próxima. A interação das partículas energizadas com o meio ambiente provoca emissão de energia, na forma de radiação, que se distribui por grande parte do espectro eletromagnético (ver capítulo 2 para referência), estendendo-se desde ondas de rádio quilométricas a raios-X e raios-gama, podendo produzir também a emissão de partículas (íons e elétrons) energéticos. Uma explosão solar típica produz uma quantidade de energia equivalente àquela produzida pela usina hidrelétrica de Itaipu durante um período de cerca de 8 milhões de anos de operação a plena potência.



**FIGURA 4.21 – EXEMPLO DE “FLARE” SOLAR OBSERVADO NO H-ALFA (FONTE: <http://www.hao.ucar.edu:80/public>).**

Uma explosão solar também pode estar associada a expulsão de grandes quantidades de matéria com velocidades que variam de centenas a poucos milhares de quilômetros por segundo. Este fenômeno é conhecido como ejeção de massa coronal - designado por CME – o qual também pode ocorrer dissociado de qualquer explosão solar.

Algumas explosões solares também estão associadas à ocorrência das chamadas tempestades magnéticas na Terra. Quando muito intensos, esses fenômenos causam grande perturbação na magnetosfera terrestre, podendo até mesmo provocar um "blecaute". Uma explosão solar pode apresentar 3 fases distintas: 1) fase precursora, que caracteriza o período em que a liberação de energia é ativada. Neste estágio são emitidos raios-X moles; 2) fase impulsiva, na qual as partículas – elétrons, prótons e

íons - são energizados até energias bem acima de 1 MeV; esta fase pode ser observada em cerca de 90% das explosões; 3) fase de decaimento onde um aumento e decaimento graduais em raios-X moles podem ser observados.

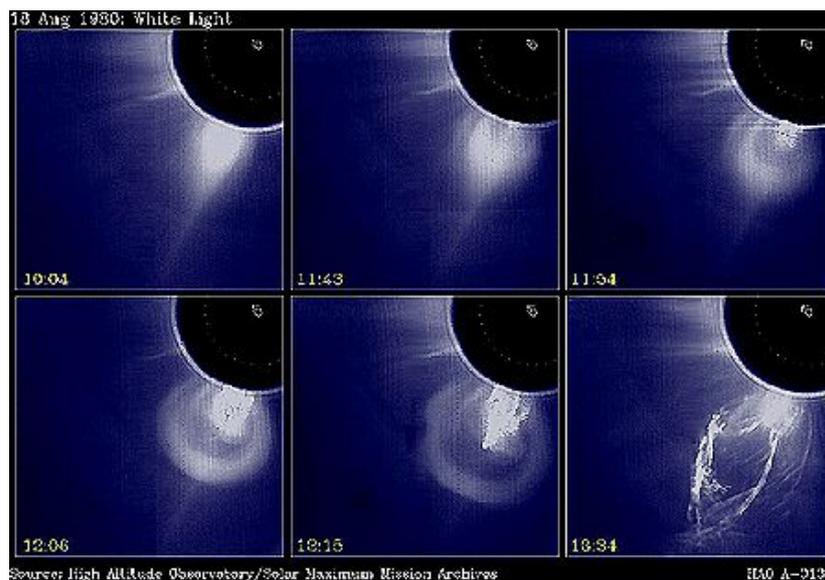
Não é possível ver uma explosão solar olhando para o Sol. JAMAIS DEVEMOS OLHAR DIRETAMENTE PARA O SOL, SEJA A OLHO NU OU POR MEIO DE TELESCÓPIO, SEM A DEVIDA PROTEÇÃO DE UM FILTRO ESPECÍFICO PARA ESTA FINALIDADE, POIS PODE CAUSAR CEGUEIRA E DISTÚRBIOS DA VISÃO TEMPORÁRIOS OU ATÉ PERMANENTES. Instrumentos científicos desenvolvidos para esta finalidade são utilizados para registrar as características da radiação emitida durante uma explosão solar. Radiotelescópios e telescópios ópticos são utilizados para as observações em solo terrestre. Enquanto isso, a observação das emissões em ultravioleta, raios-X e raios-gama só é possível através de instrumentos específicos a bordo de balões estratosféricos ou de satélites no espaço. Isto porque as faixas de alta e média atmosfera bloqueiam a passagem destes comprimentos de onda até a superfície terrestre.

#### **4.8 EJEÇÕES DE MASSA CORONAL**

Como o próprio nome diz, são grandes quantidades (centenas de milhares a bilhões de toneladas) de matéria, entremeadas de linhas de campo magnético, que são expulsas do Sol durante um período de várias horas, formando uma enorme erupção que se expande para o espaço exterior a velocidades de várias centenas a poucos milhares de km/s (Figura 4.22). As CME são (des)acelerados conforme vão se movendo para o espaço exterior. As primeiras evidências deste evento dinâmico foram obtidas a partir das observações de um coronógrafo a bordo do satélite OSO-7, durante o período de 1971 a 1973.

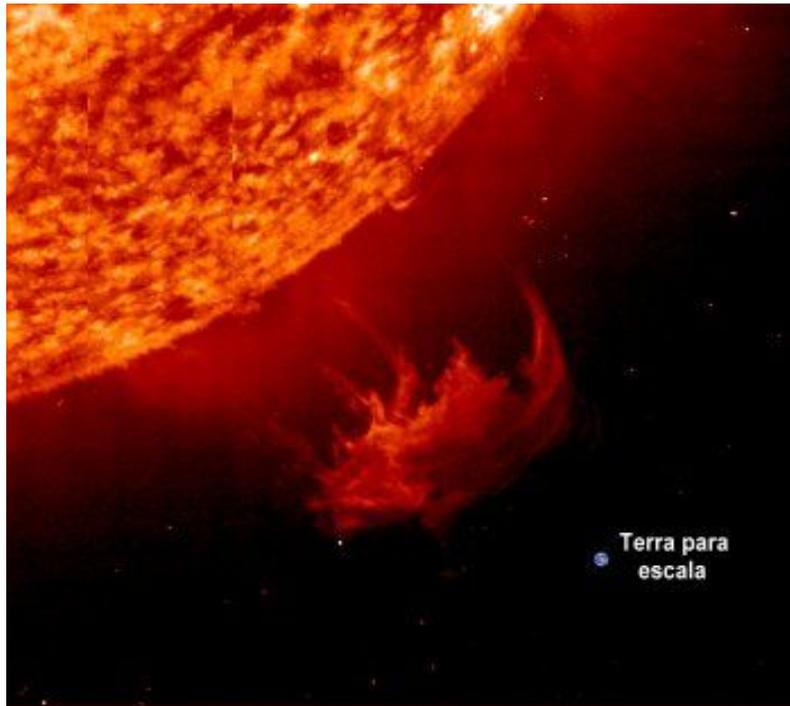
Ainda não se sabe qual a causa destes fenômenos, e também não está certo de onde se originam. Mais de metade destes fenômenos encontram-se associada a proeminências eruptivas. O restante que acompanha os "flares" pode aparecer na forma de "surges" ou "sprays". Entretanto, em ambos os casos existe associação com instabilidades em proeminências. Além disso, também podem ocorrer na ausência de "flares" ou proeminências eruptivas. A frequência das CME varia com o ciclo de atividade solar,

podendo ser observado cerca de um evento por semana ou menos, no mínimo do ciclo, enquanto que podem ocorrer até 2-3 eventos ou mais por dia nos períodos de máximo de atividade do ciclo. Sua morfologia varia desde um formato aproximado de jato até um halo (arco), que pode circundar todo o disco solar (360°) em casos extremos. A maioria das CME produzem ondas de choque que, quando se propagam em direção à Terra, percorrem a distância a partir do Sol tipicamente em cerca de 2 dias. A Figura 4.23 mostra uma comparação das dimensões de uma CME.



**FIGURA 4.22 - SEQUÊNCIA DE IMAGENS MOSTRANDO A OCORRÊNCIA DE UMA CME. (FONTE: <http://www.hao.ucar.edu:80/public>).**

As CME rápidas podem quebrar o fluxo do vento solar - explicado a seguir - e produzir perturbações que atingem a Terra, às vezes com resultados perigosos e nocivos para as atividades humanas. Este fenômeno, em conjunto com os "flares" solares afeta diretamente o chamado "clima espacial". Atualmente, os experimentos "Large Angle and Spectroscopic Coronagraph (LASCO)", a bordo do satélite "Solar Heliospheric Observatory (SOHO)", "Solar Terrestrial Observatory (STEREO)" e "Solar Dynamic Observatory (SDO)", observam o Sol para registro de CMEs diariamente.



**FIGURA 4.23 – ILUSTRAÇÃO DAS DIMENSÕES DE UMA CME EM COMPARAÇÃO COM A TERRA. (FONTE: [HTTP://ASTRO.IF.UFRGS.BR/ESOL/ESOL.HTML](http://astro.if.ufrgs.br/esol/esol.html))**

#### **4.9 RELAÇÕES SOLARES-TERRESTRES (ATUAL - CLIMA ESPACIAL)**

Os fenômenos associados à atividade solar estão mais estreitamente relacionados com alguns fenômenos que ocorrem na Terra do que podemos imaginar. Até o final do século XX isso era chamado de relações solares-terrestres. Atualmente, recebe a designação de Clima Espacial. Tal como os "flares", as CME, jatos de partículas e o vento solar também têm implicações importantes para a compreensão e a previsão dos efeitos da atividade solar na Terra e espaço. A seguir descrevemos algumas perturbações, influências, danos e riscos causados por esses fenômenos no ambiente terrestre. Em particular, alguns dos principais efeitos que causam nas atividades e sistemas tecnológicos que servem ao ser humano.

É importante salientar a escala de tempo na qual esses vários fenômenos deverão atingir o ambiente terrestre. Iniciando pelo "flare", ou explosão solar como mais conhecida, trata-se de uma enorme emissão de energia na forma de radiação eletromagnética que, uma vez gerada, atinge a Terra em pouco mais de 8 minutos. Em seguida, temos os jatos de partículas energéticas produzidos tanto pela onda de choque de uma explosão solar

quanto pelo choque de uma CME. Esses jatos são constituídos de partículas relativísticas que podem atingir o ambiente terrestre em intervalos que vão de dezenas de minutos a poucas horas. Um intervalo de dezenas de horas a alguns dias separa a expulsão de uma CME a partir do Sol de sua chegada a nosso planeta. Por fim, como já mencionado o vento solar é liberado a velocidades dentro da faixa de 200 a  $> 800$  km/s podendo atingir a Terra tanto após dois dias quanto até uma semana depois.

Contudo, mais importante são os efeitos que esses fenômenos solares causam no ambiente terrestre, desde os mais brandos até os mais severos e perigosos. Na sub-seção a seguir são dados exemplos dos vários tipos de efeito que fenômenos do clima espacial de origem solar causam no ambiente terrestre e atividades humanas.

#### **4.9.1 – EFEITOS DO CLIMA ESPACIAL NO AMBIENTE TERRESTRE**

A radiação eletromagnética emitida pelas explosões solares em UV e raios-X causa grande aumento da ionização da ionosfera terrestre. Além disso, também pode produzir o aquecimento das camadas da alta atmosfera. Neste caso, os efeitos que são observados vão desde a perturbação da órbita de satélites até um blecaute de rádio na atmosfera terrestre por várias horas, no caso de um fenômeno severo. Outros efeitos não menos importantes são as perturbações de sistemas de posicionamento e navegação.

O vento solar, perturba o ambiente terrestre principalmente de duas formas: a interação com a magnetosfera terrestre causa compressão na direção Sol-Terra e alongamento em forma de cauda da Terra para o espaço exterior; a interação das partículas do vento com atmosfera nas regiões de altas latitudes gera as auroras, como explicado na próxima seção. A deformação mencionada pode até gerar uma sub-tempestade geomagnética.

Quando uma CME atinge a Terra pode gerar uma tempestade geomagnética cujos efeitos vão desde danos nas comunicações via satélite até a produção de "blecautes". A onda de choque de uma CME gera um jato de partículas energéticas que podem danificar equipamentos eletrônicos de satélites e espaçonaves e irradiar astronautas de missões tripuladas com grandes doses de radiações ionizantes. Isto ocorre porque no

espaço não existem a magnetosfera e as camadas protetoras da atmosfera terrestre que absorvem e espalham a quase totalidade dessas radiações originadas fora da Terra.

O principal e mais perigoso efeito dos jatos de partículas energéticas é o grande poder ionizante que possuem quando interagem com a matéria. Neste caso, podem causar desde a degradação de painéis solares de satélites artificiais, a degradação e inutilização da eletrônica de satélites, sondas e missões espaciais, além da geração de sinais espúrios na resposta dos sistemas digitais que compõem instrumentos e detectores de satélites. E o fator mais preocupante é a irradiação de astronautas em missões tripuladas com doses letais de radiação.

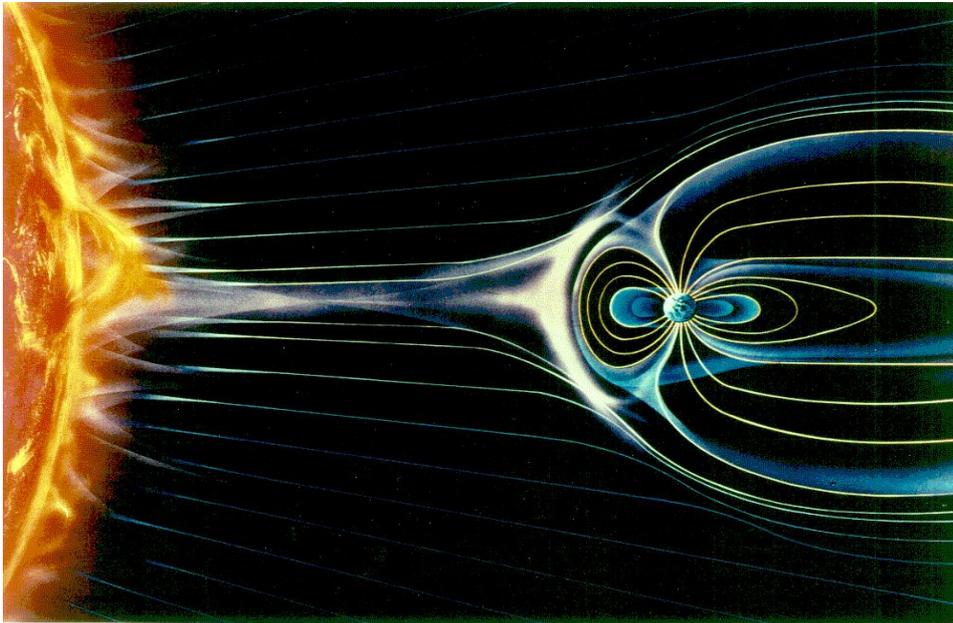
Portanto, é necessário um maior conhecimento desses fenômenos relacionados ao "clima espacial" para se buscar da melhor forma possível prever sua ocorrência.

#### **4.10 VENTO SOLAR**

Trata-se de um fluxo de elétrons, prótons e íons positivos que são expulsos da coroa solar em alta velocidade (de 200 a mais de 800 km/s) e propagam-se pelo meio interplanetário. Existem dois tipos de vento, o lento (200-400 km/s) e o rápido (acima de 400 km/s), que possuem origem distinta no Sol. O vento lento parte dos chamados "streamers" coronais, pertencentes a regiões de latitudes relativamente baixas onde os campos magnéticos tendem a se apresentar com configurações em forma de arcos, principalmente durante os períodos ativos do ciclo de atividade solar. No topo desses arcos eventualmente se estabelece uma região onde o campo se projeta para o meio interplanetário formando a configuração designada "streamer coronal".

Por sua vez, dos chamados buracos coronais - regiões de campo magnético com configuração de linhas "abertas" - é expulso o vento solar rápido. Eventualmente, esse vento atinge e interage com a Terra causando tanto o fenômeno conhecido como aurora - quando interagindo com os gases da alta atmosfera - quanto perturbações no campo magnético, quando interagindo com a magnetosfera terrestre. O vento solar quando interage com a magnetosfera terrestre causa sua deformação na direção da linha Sol-

Terra, ocasionando sua compressão no espaço entre o Sol e a Terra e a formação de uma cauda da Terra em direção do espaço exterior, como pode ser visto na Figura 4.24.



**FIGURA 4.24 - VENTO SOLAR E SUA INTERAÇÃO COM A MAGNETOSFERA TERRESTRE. A AÇÃO DO VENTO SOLAR PRESSIONA A MAGNETOSFERA EM DIREÇÃO AO ESPAÇO EXTERIOR.**

Quando as partículas energéticas emitidas pelo Sol interagem com os gases da alta atmosfera terrestre, nas proximidades das regiões polares da magnetosfera terrestre, ionizam os átomos desses gases. Os íons e elétrons desses átomos ionizados, por sua vez, se recombinam para formar um átomo neutro. No momento em que isso acontece é emitida uma luz de cor característica do átomo que está se recombinando, e que também depende da energia das partículas que provocaram a ionização daquele átomo – fenômeno conhecido como aurora (dois exemplos nas Figuras 4.25 superior e inferior).

Como a atmosfera terrestre é composta por vários gases e a energia das partículas incidentes não é fixa pode-se observar luz de várias cores e com diversos padrões difusos. Este fenômeno ocorre principalmente em altas latitudes terrestres, podendo ser observado a olho nu, com as designações de boreal, no hemisfério Norte, e austral, no hemisfério Sul.



**FIGURA 4.25 - EXEMPLOS DE FOTOS DE AURORAS OBTIDAS EM ALTAS LATITUDES DURANTE O PERÍODO DE MÁXIMO DO CICLO SOLAR 23. NA FIGURA SUPERIOR É MOSTRADA UMA AURORA OBSERVADA EM 20/03/01, ENQUANTO NA INFERIOR OUTRA AURORA OCORRIDA EM 17/04/01. (FONTE: [HTTP://WWW.SPACEWEATHER.COM](http://www.spaceweather.com)).**

#### 4.11 ESPECTRO SOLAR

O espectro da luz solar nos fornece várias informações. Inicialmente, sabendo que os átomos absorvem luz em comprimentos de onda específicos, a partir da análise da luz solar - comprimento de onda das linhas de absorção - através de um instrumento chamado espectroscópio, podemos identificar quais os elementos químicos que estão presentes no Sol. Outras informações podem ser a abundância dos elementos químicos e a temperatura das várias camadas da atmosfera solar onde estes elementos estão presentes. A abundância pode ser inferida a partir da intensidade da linha de um determinado elemento químico registrada no espectro. Enquanto isso, a temperatura pode ser estimada a partir da presença de linhas dos elementos em determinadas regiões do espectro. Por exemplo, a linha de 304 Å, do He II (He uma vez ionizado), observada na cromosfera, corresponde a uma temperatura de 60000 K, enquanto que a linha 195 Å do Fe XII, observada na coroa, corresponde a uma temperatura de cerca de 1,5 milhões de graus.

Um espectro de estrela tipo G2V, como é o caso do nosso Sol, mostra que a baixa atmosfera solar é fria o suficiente para apresentar linhas dos átomos de elementos metálicos. A maioria é de átomos neutros, particularmente aqueles com níveis de energia baixos o suficiente para serem excitados a 6000 K. Outro aspecto muito importante, indicado no tipo espectral, é que o estágio evolutivo atual do Sol é de uma estrela na sequência principal – produzindo energia à custa do consumo do Hidrogênio com a síntese de Hélio e elementos mais pesados.

A Figura 4.26 adiante mostra o espectro solar dentro da banda da luz visível (3850 - 6900 Å). As linhas de absorção (escuras) de alguns elementos estão indicadas na Figura, como por exemplo H- $\alpha$ , H- $\beta$ , H- $\gamma$ , H- $\delta$  (do H), e linhas do Na, Ca, Mg e Fe.

Já a Tabela 4.2 apresenta uma relação de várias linhas observadas no espectro solar na faixa do ultravioleta (UV) e ultravioleta extremo (EUV). Na tabela estão indicados os íons dos elementos correspondentes ao comprimento de onda de cada linha observada, a temperatura associada e a região onde é observada.

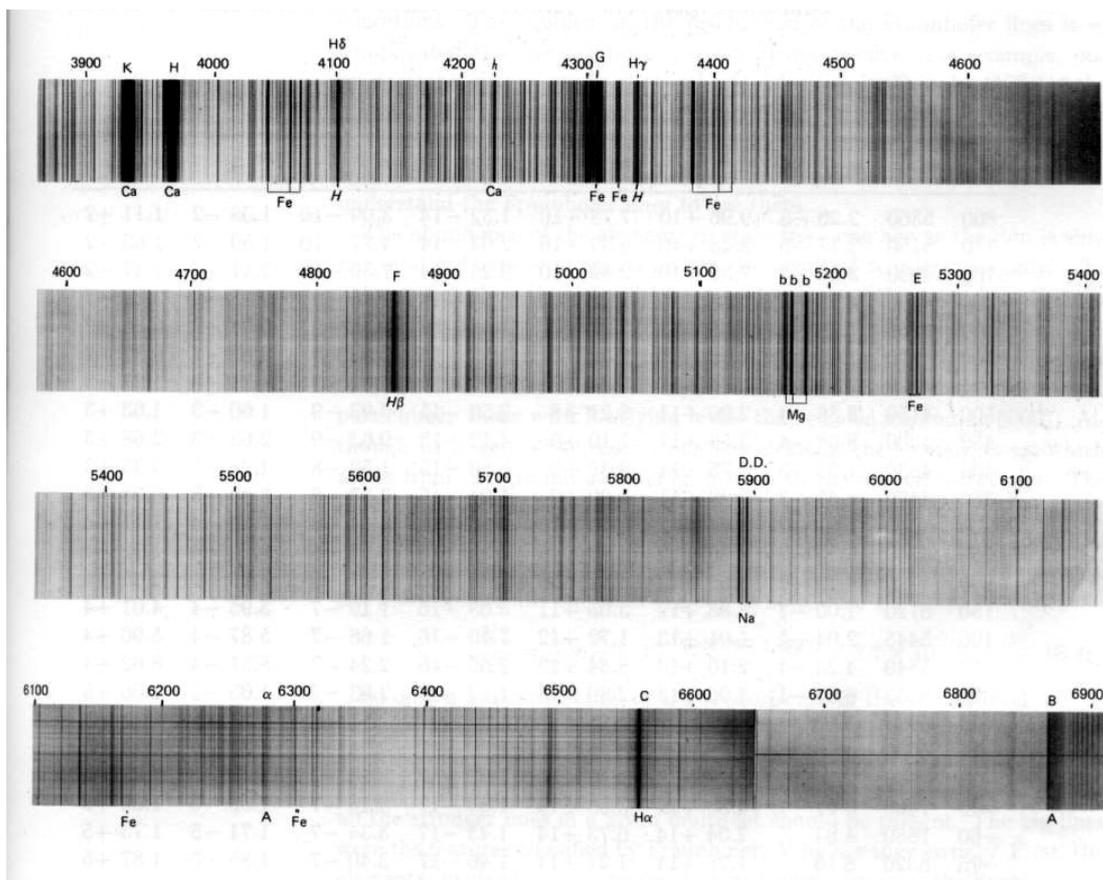


FIGURA 4.26 – ESPECTRO SOLAR NA BANDA DE COMPRIMENTOS DE ONDA DA LUZ VISÍVEL (DENTRO DA FAIXA DE 3850 Å – 6900 Å).

TABELA 4.2 – LINHAS ESPECTRAIS DE ÍONS DE ELEMENTOS NO ESPECTRO SOLAR DO ULTRAVIOLETA E ULTRAVIOLETA EXTREMO

| Elemento    | Comprimento de onda (Å) | Temperatura ( $\times 10^4$ K) | Região de observação |
|-------------|-------------------------|--------------------------------|----------------------|
| Ca IX       | 821                     | 63                             | Região de transição  |
| Fe IX/X     | 171                     | 100                            | Coroa                |
| Fe XII      | 195                     | 150                            | Coroa                |
| Fe XII      | 1242                    | 160                            | Coroa                |
| Fe XV       | 284                     | 200                            | Coroa                |
| He I        | 584,3                   | 2                              | Cromosfera           |
| He II       | 304                     | 6 – 8                          | Cromosfera           |
| Mg IX       | 368                     | 95 – 100                       | Coroa                |
| Mg X        | 625                     | 105 – 110                      | Coroa                |
| N V         | 1238,8                  | 18                             | Região de transição  |
| Ne VII      | 356                     | 40                             | Região de transição  |
| O V         | 629,7                   | 23 – 25                        | Região de transição  |
| S VI        | 933                     | 20                             | Região de transição  |
| Si XII      | 520,7                   | 200                            | Coroa                |
| UV contínuo |                         | * $10^4$                       | Cromosfera           |
| Contínuo    | Luz branca              | $\sim 0,6$                     | Fotosfera            |

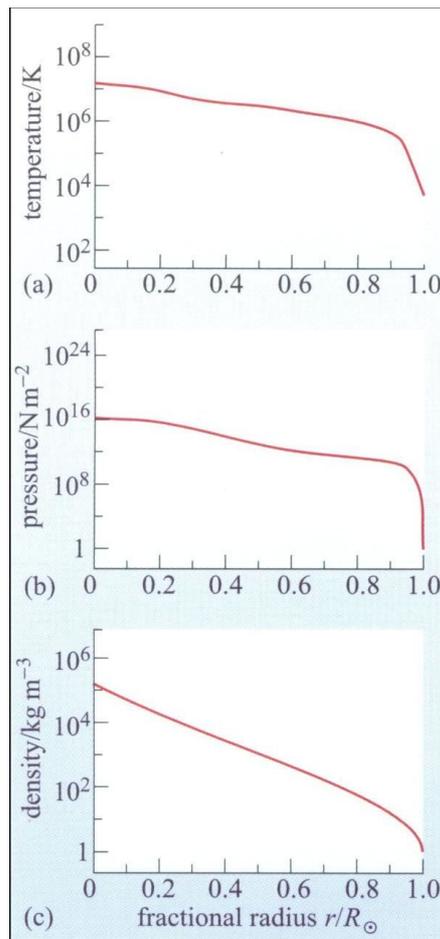
## 4.12 INTERIOR SOLAR E HELIOSISMOLOGIA

A maior parte do que se sabe sobre o interior solar está baseado em modelos teóricos do Sol, os quais foram sendo bem refinados, nas duas últimas décadas, com base no desenvolvimento de técnicas que fazem este tipo de sondagem. Cada modelo baseia-se em: princípios físicos básicos, algumas hipóteses sobre o interior solar e algumas propriedades observadas. Os princípios físicos são: taxa de irradiação aproximadamente igual à taxa de produção de energia e o material numa dada profundidade deve ser capaz de suportar o peso da matéria das camadas acima. As hipóteses devem levar em consideração, entre outros fatores, a importância de campos magnéticos internos e a taxa de rotação de camadas internas em torno do eixo solar. As principais propriedades observadas são: raio, massa total, luminosidade e composição química. Basicamente, um modelo assim calculado fornece estimativas numéricas de temperatura (T), pressão (P) e densidade ( $N_e$ ) a qualquer distância do centro do Sol. Um exemplo de modelo solar é mostrado na Figura 4.27 a seguir.

Como visto na seção 4.3.2, a energia solar é produzida à custa da conversão de H em  $He^4$ . Neste caso, qualquer modelo confiável que explique a taxa de produção de energia observada deve levar em conta também a alteração nas abundâncias relativas dos elementos, conforme o H vai sendo consumido e o  $He^4$  e elementos mais pesados vão sendo gerados, bem como as respectivas alterações de T, P e  $N_e$ .

Os modelos existentes atualmente representam bem o interior solar. Isto pode ser verificado através de técnicas que conseguem sondar as condições físicas (T, P,  $N_e$ ) no interior do Sol, abaixo da “superfície” até quase o centro. Um meio de fazer isto é investigando as propriedades e características das oscilações solares.

Sabe-se que a “superfície” solar oscila se movendo para cima e para baixo com velocidades de até 0,5 km/s, à primeira vista de forma desordenada. Regiões da fotosfera sobem e descem, aparentemente de forma irregular ao longo de distâncias de muitos quilômetros e por períodos de tempo característicos de 5 minutos ou mais.



**FIGURA 4.27 – MODELO SOLAR MOSTRANDO, DE CIMA PARA BAIXO, OS PERFÍS ESTIMADOS DE TEMPERATURA, PRESSÃO E DENSIDADE COM A PROFUNDIDADE NO INTERIOR SOLAR DESDE O CENTRO ATÉ A “SUPERFÍCIE”. (FONTE: GREEN E JONES, 2004).**

Contudo, em meados dos anos 70, verificou-se que pelo menos em parte trata-se de um efeito combinado de muitas oscilações globais de toda a “superfície” solar que individualmente são regulares e têm seu período característico. Algumas oscilações globais de baixa frequência são capazes de viajar praticamente até o centro do Sol e refletir as condições lá existentes através de seus movimentos observados na “superfície” solar. Este método é similar àquele usado pelos sismologistas que investigam o interior da Terra. Por este motivo, o ramo de investigação das oscilações solares para sondagem das condições presentes no interior solar é chamado de heliosismologia.

### 4.13 EMISSÃO SOLAR NA BANDA DE ONDAS DE RÁDIO

A emissão solar em rádio origina-se no plasma da alta cromosfera e baixa coroa. As características de propagação de ondas de rádio dependem basicamente da densidade de elétrons nestas camadas: cada valor de densidade dos elétrons está relacionado a uma determinada frequência crítica das ondas de rádio.

Considerando que frequência e comprimento de onda de qualquer onda eletromagnética estão relacionados por:

$$f = v / \lambda$$

onde  $v$  é a velocidade da onda no meio,  $f$  a frequência e  $\lambda$  o comprimento de onda. No caso particular de propagação no vácuo  $v = c$  (a velocidade da luz no vácuo, cerca de 300.000 km/s). Para uma onda se propagando num meio com propriedades distintas do vácuo, obtemos o índice de refração  $n$  desse meio pela relação entre as velocidades no vácuo e no meio:

$$n = c / v$$

Entretanto, num meio ionizado e magnetizado como a atmosfera solar, o índice de refração de ondas eletromagnéticas possui uma expressão bem mais complexa que, a grosso modo, depende da densidade de elétrons do meio e da frequência de observação. Abaixo de uma determinada frequência, designada como crítica para aquela densidade dos elétrons, o índice de refração torna-se imaginário e deixa de ocorrer propagação nesse meio – vide explicação na seção a seguir. Sabendo-se que a densidade decresce com o aumento da altura na atmosfera solar, pode-se observar em frequências mais altas as camadas mais baixas, mais próximas à fotosfera.

A Figura 4.28 mostra o espectro solar desde ondas de rádio até o ultravioleta. Pode-se ver as emissões de Sol calmo, Sol ativo e de corpo negro em várias temperaturas.

A densidade de fluxo solar é igual àquela de um corpo negro irradiador em cerca de 6000 K, em comprimentos de onda menores do que 1 cm, mas é maior do que esta em comprimentos de onda maiores - corpo negro é um corpo que absorve toda a energia

radiante incidente sobre ele e, além disso, é o emissor de energia radiante mais eficiente que existe. Em comprimentos de onda de rádio, a radiação encontra-se entre as curvas do Sol calmo e do Sol ativo. As curvas finas fornecem a densidade de fluxo de corpos negros em várias temperaturas distintas.

Observações do Sol em ondas de rádio fornecem densidade de fluxo maior do que aquela correspondente a um corpo negro numa temperatura de cerca de 6000 K (obtida por observações na luz visível) como pode ser visto na Figura acima. Em comprimentos de onda acima de 1 cm o espectro solar se dispersa em duas curvas: a do Sol calmo e a do Sol ativo. A curva do Sol calmo indica o nível mínimo da radiação solar. No período de máximo de atividade, a intensidade da radiação solar se eleva, como ilustrado pela curva de Sol ativo.

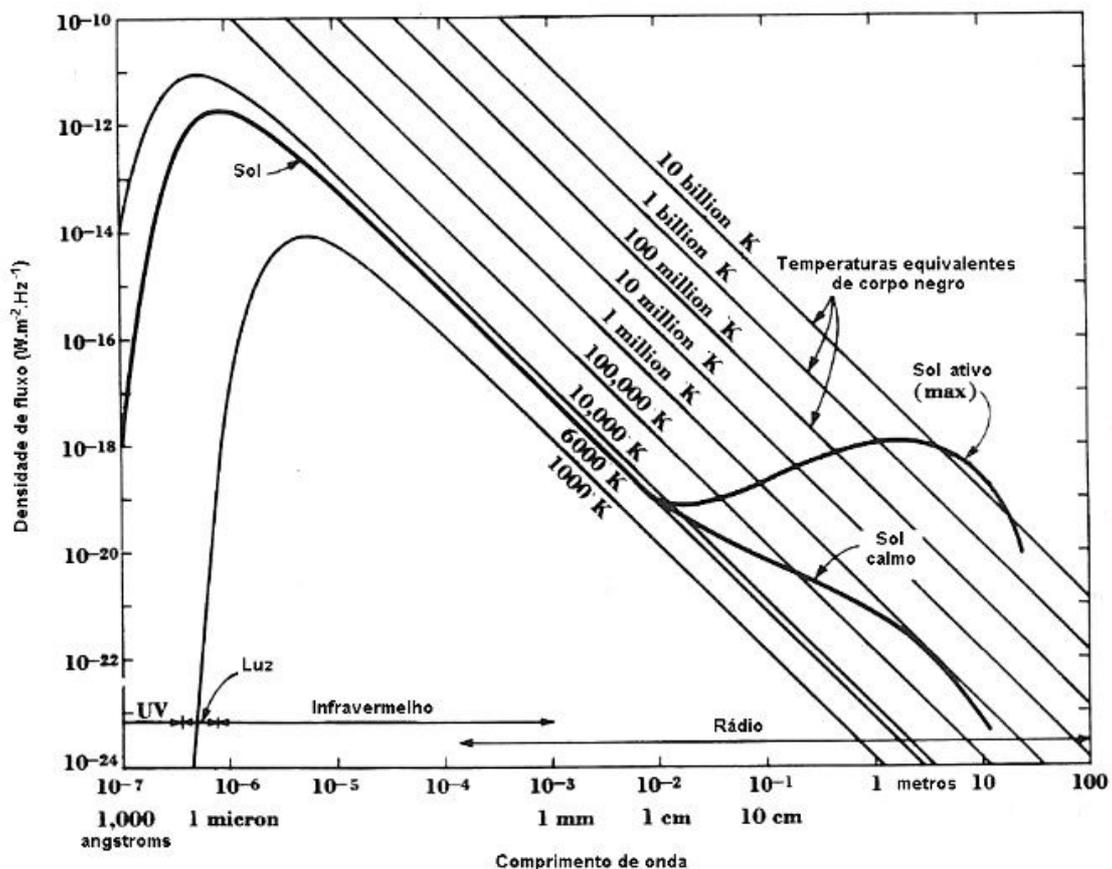


FIGURA 4.28 – ESPECTRO SOLAR, DO ULTRAVIOLETA AOS COMPRIMENTOS DE ONDA DE RÁDIO - CURVA GROSSA (FONTE: KRAUS, 1986).

A emissão solar em rádio pode ser dividida em:

- a) Emissão do Sol calmo em períodos de pouca ou nenhuma atividade solar (mínimo do ciclo de atividade) e;
- b) Emissão do Sol ativo nos períodos de atividade solar.

Por sua vez a radiação do Sol ativo pode ser dividida em:

- I) Componente de variação lenta, pode variar em períodos de dias, semanas ou meses e;
- II) Componente explosiva caracterizada pela repentina liberação de enormes quantidades de energia acompanhadas de grande emissão de radiação eletromagnética, normalmente com amplo espectro, durante intervalos de segundos, minutos ou horas.

#### 4.13.1 O SOL CALMO

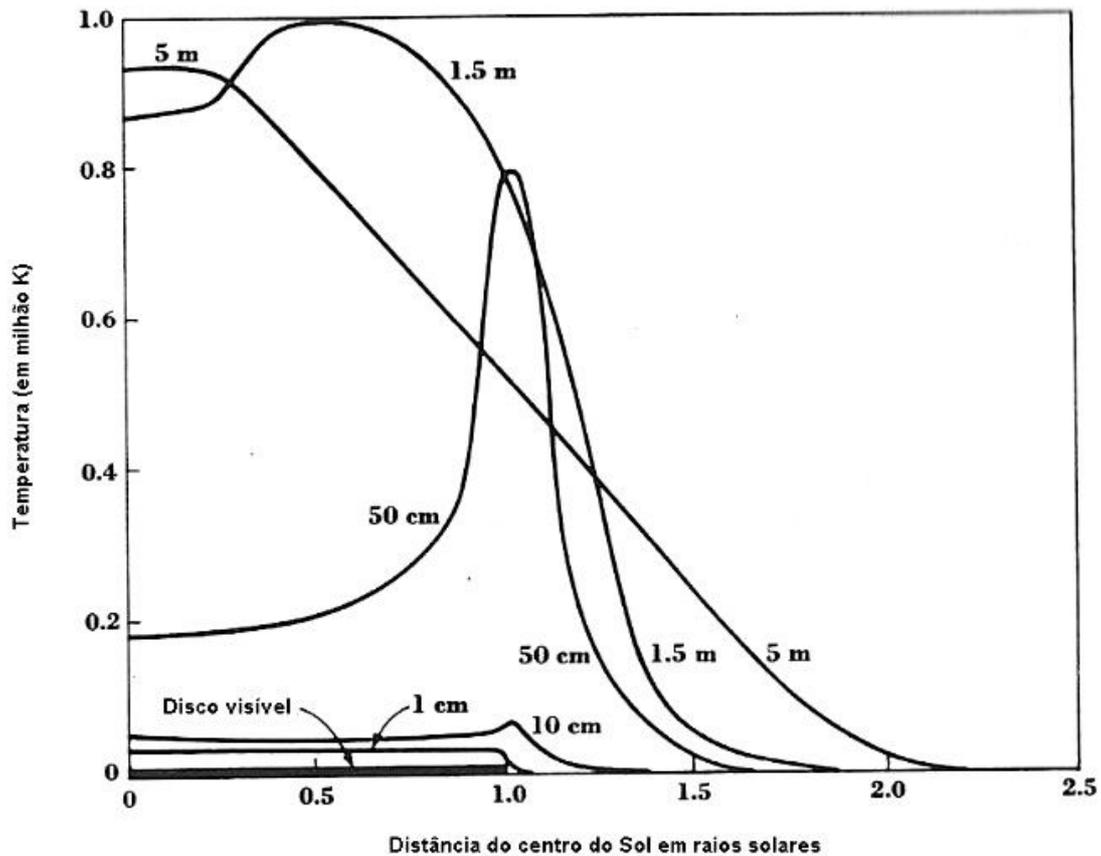
Em ondas de rádio o Sol assume tamanhos distintos de acordo com o comprimento de onda observado. Em 1 cm ou menos, o Sol possui dimensões comparáveis àquelas no visível. Já em comprimentos de onda decimétricos o Sol assume um tamanho ligeiramente maior com um pico na distribuição radial de brilho perto do limbo. Em comprimentos de onda métricos o Sol assume dimensões ainda maiores e a distribuição de brilho tende a culminar no centro do disco. A Figura 4.29 abaixo ilustra bem este comportamento do Sol em 5 comprimentos de onda distintos.

Em comprimentos de onda menores a radiação solar origina-se perto da fotosfera, ao passo que em comprimentos de onda métricos ela é proveniente da alta coroa. Numa determinada frequência  $f$ , a radiação provém basicamente de camadas que estão acima daquela cuja densidade  $N_e$  de elétrons corresponde à frequência crítica, mencionada na seção anterior, dada pela expressão:

$$f \approx \frac{e}{2\pi} \sqrt{\frac{N_e}{\epsilon_0 m}}$$

onde:  $N_e$  - densidade dos elétrons,  $f$  - frequência crítica,  $\epsilon_0$  - permissividade do vácuo,  $m$  - massa do elétron,  $e$  - carga do elétron.

Entretanto, geralmente ocorre intensa auto-absorção não permitindo que a radiação no fundamental escape do meio. A radiação no fundamental é observada apenas em condições especiais. A radiação do segundo harmônico geralmente encontra condições para se propagar e escapar do meio para o espaço interplanetário. Neste caso, pode ser detectada na Terra usando-se um radiotelescópio que opere na frequência apropriada.



**FIGURA 4.29 – DISTRIBUIÇÃO DE BRILHO SOLAR EM FUNÇÃO DA DISTÂNCIA AO CENTRO DO DISCO, EM RAIOS SOLARES, MEDIDA EM CINCO COMPRIMENTOS DE ONDA DE RÁDIO DISTINTOS ENTRE 1 CM E 5 M (FONTE: KRAUS, 1986)**

#### **4.13.2 A COMPONENTE DE VARIAÇÃO LENTA OU COMPONENTE-S**

A designação componente de variação lenta ou componente-S surgiu originalmente da descoberta de McCready et al. (1947) da emissão solar em rádio, de todo o disco solar integrado, efetuadas em uma única frequência fixa (200 MHz) na região de ondas métricas. Basicamente, a componente de variação lenta consiste num excesso de radiação que se origina em regiões ativas localizadas acima de manchas solares e praias

cromosféricas, que estendem-se da cromosfera até a baixa coroa, e que são caracterizadas por valores elevados de densidade de elétrons, temperatura e campo magnético em relação ao meio circundante. Por meio de medidas sistemáticas da emissão solar em rádio, verificou-se que havia uma variabilidade lenta no fluxo solar integrado e que esta variabilidade apresentava um caráter periódico cujo período correspondia a uma rotação solar média, cerca de 27 dias. Verificou-se uma correlação direta entre essa componente e a área e o campo magnético de manchas presentes no disco solar para ondas de rádio centimétricas. Estudos de Wild et al. (1963) em ondas centimétricas (3 - 10 cm) também mostraram que a temperatura de brilho - temperatura de um corpo negro emissor com o mesmo brilho que a fonte observada - de todo o disco solar era constituída de um nível de fundo (a temperatura do Sol calmo) adicionado da componente de variação lenta que, a grosso modo, era proporcional à soma das áreas das manchas presentes no disco solar.

Durante os anos 80, pouco progresso foi alcançado nas observações da componente-S. Apesar da grande resolução angular alcançada (da ordem de décimos de segundo de arco), a resolução em frequência permaneceu muito limitada a duas ou três frequências discretas e separadas, enquanto a resolução temporal não foi muito melhorada além de minutos ou dezenas de segundos.

Em 1984, pela primeira vez foram realizadas observações de regiões ativas com melhores resoluções espacial ( $\approx 3'' \times 4''$  de arco), espectral (12.5 MHz) e temporal (10 s) utilizando o interferômetro Very Large Array (VLA, em Socorro, Novo México), em 10 frequências próximas e distintas dentro da faixa de 1440 a 1720 MHz (Willson, 1985). Foram observados picos de temperatura de brilho entre  $1,5 \times 10^6$  e  $4,0 \times 10^6$  K, sugerindo que essas fossem as fontes correspondentes em rádio aos arcos coronais vistos em raios-X moles (raios-X com energias até 20 keV).

A importância das investigações sobre a componente de variação lenta está no fato de que, a partir de seu estudo, podemos obter informações sobre: os parâmetros físicos da região ativa (densidade, temperatura dos elétrons e campo magnético) e a respeito de suas variações antes e depois de fulgurações solares. Além disso, sua importância se estende à solução dos seguintes problemas básicos das fulgurações:

- 1) armazenamento de energia;
- 2) liberação de energia;
- 3) transporte da energia liberada;
- 4) possível previsão da ocorrência de fulgurações.

#### **4.13.3 A COMPONENTE DE VARIAÇÃO RÁPIDA OU COMPONENTE EXPLOSIVA**

A componente explosiva consiste em abruptas liberações de grande quantidade de energia ( $10^{26} - 10^{32}$  erg) acompanhadas de emissão de radiação eletromagnética, associadas às fulgurações (“flares”) solares, que podem durar de dezenas de segundos a algumas horas para as explosões impulsivas e graduais, respectivamente. A radiação eletromagnética associada pode ser observada numa ampla faixa de comprimentos de onda, desde ondas kilométricas de rádio até raios-X e raios-gama.

A faixa de frequências das explosões solares em rádio compreende mais de 8 ordens de grandeza, de  $< 30$  kHz até  $> 1$  THz. Dentro desta faixa espectral, alguns mecanismos de emissão disputam a predominância. Das baixas frequências até dezenas de GHz, essas explosões podem ser grosseiramente subdivididas em dois grandes grupos, de acordo com o mecanismo de emissão: o grupo das explosões em ondas decimétricas-métricas-decamétricas e o grupo das explosões em microondas. Na ampla faixa dos 30 kHz até cerca de 1 GHz, conhecida como banda decamétrica-métrica-decimétrica, os fenômenos observados são todos devido a emissão de plasma (devido à presença da turbulência de Langmuir no plasma - um tipo de turbulência que pode ocorrer na atmosfera solar; a energia das ondas geradas por esta turbulência, ou ondas de Langmuir, pode ser convertida parcialmente em energia de ondas eletromagnéticas que escapam do plasma, próximo da frequência de plasma ou seu segundo harmônico). A dominância deste mecanismo produz um pequeno conjunto de 5 tipos principais de explosões designadas com algarismos romanos. Para maiores detalhes sobre as explosões tipos I – V vide a próxima seção.

A emissão de plasma perde sua importância em frequências acima de 1 GHz. Mecanismos de emissão completamente diferentes dominam nessa banda conhecida como banda das microondas. Durante explosões impulsivas, o mecanismo dominante é

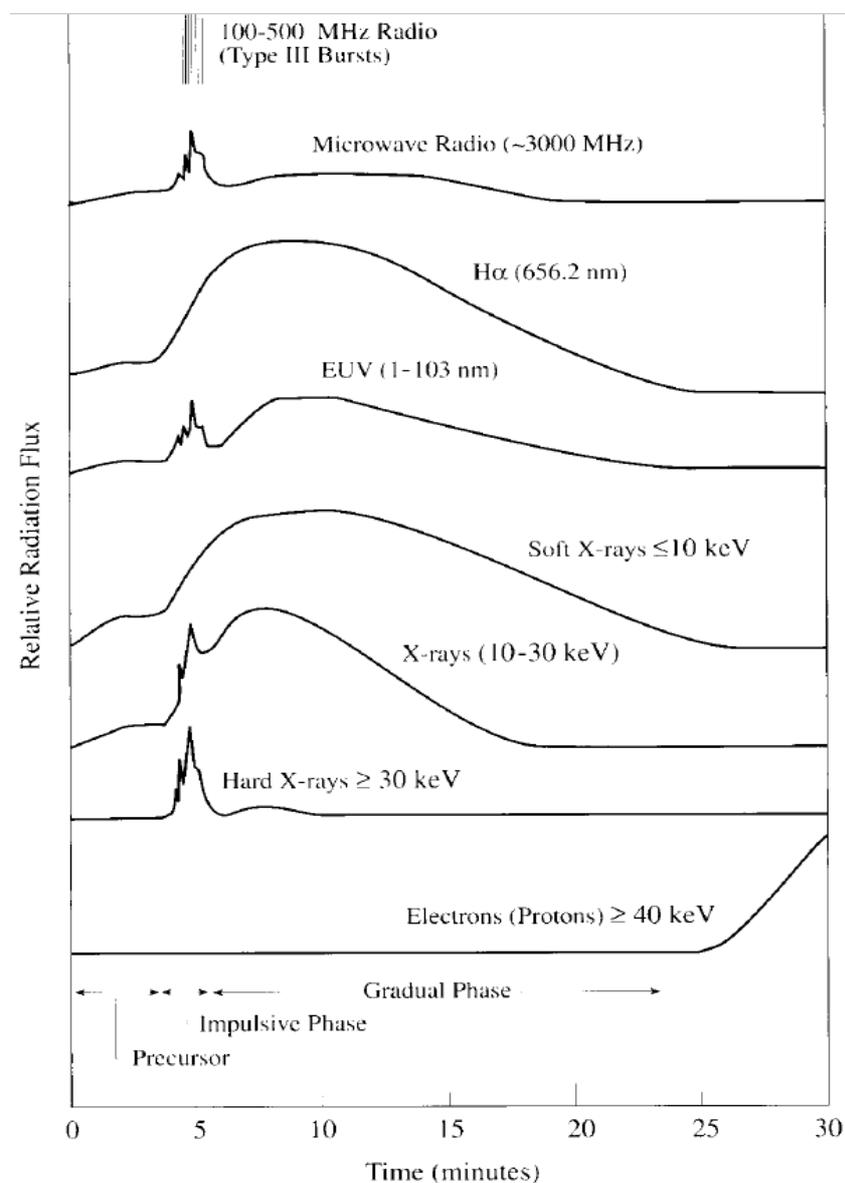
um dos tipos de emissão gerada por elétrons espiralando em torno das linhas de campo magnético ou giromagnética, a saber: cíclotron, girossíncrotron ou síncrotron, dependendo da energia dos elétrons emissores. A emissão girossíncrotron (devido a elétrons espiralando com velocidades de décimos da velocidade da luz no vácuo, típicas de explosões solares) pode ser de origem térmica ou não-térmica, e é a principal emissão da componente explosiva nesta banda de frequências. Entretanto, às vezes, as emissões cíclotron (devido a elétrons espiralando com velocidades mais baixas) e bremsstrahlung (radiação devido à frenagem dos elétrons no meio) podem ser importantes nas baixas frequências de microondas, por exemplo nas fases de pré-fulguração ou de decaimento da fulguração.

#### **4.13.4 FULGURAÇÕES SOLARES E FENÔMENOS ASSOCIADOS EM ALGUNS COMPRIMENTOS DE ONDA**

As fulgurações foram primeiramente observadas de forma sistemática na luz do H- $\alpha$  ( $\lambda \cong 6563$  Angstrom) - comumente, uma intensa linha de absorção formada na cromosfera - ocorrem na cromosfera e coroa próxima, nas vizinhanças da linha neutra do campo magnético, particularmente onde há fortes gradientes de intensidade ou direção do campo, mas não diretamente sobre as manchas solares. Geralmente, ocorrem no estágio máximo de desenvolvimento do campo magnético, quando está mais intenso e complexo, produzindo grande quantidade de radiação. Grandes fulgurações podem durar mais de 1 hora ao passo que as pequenas, muito mais comuns, tipicamente alguns minutos. A Figura 4.30 abaixo mostra as relações temporais entre as emissões nos vários comprimentos de onda para uma fulguração típica.

A maior parte dos  $10^{26}$  a  $10^{32}$  erg de energia irradiada está na forma de raios-X moles, mas quantidades comparáveis ou mesmo maiores de energia podem estar presentes na forma de ondas de choque, campos magnéticos e energia mecânica da matéria ejetada. Entretanto, mesmo a mais potente fulguração produzida pelo Sol não é mais energética do que a luminosidade solar integrada por cerca de 1 s. Por estudos em H- $\alpha$ , foram deduzidas densidades de  $10^{10}$  cm<sup>-3</sup> e temperaturas de  $10^4$  e  $10^5$  K. A maioria das fulgurações em H- $\alpha$  são relativamente pequenas e compactas,  $\leq 30''$  de arco. Mais recentemente, observações em raios-X e microondas mostraram que próximo à base da coroa, durante fulgurações solares, as temperaturas excedem  $10^7$  K e uma grande parte

da energia da fulguração está neste plasma de  $10^7$  K. Desta forma, o fenômeno cromosférico, detectável em H- $\alpha$ , é um aspecto secundário das fulgurações solares.



**FIGURA 4.30 - REPRESENTAÇÃO ESQUEMÁTICA DAS DIFERENTES FASES DE UMA FULGURAÇÃO SOLAR TÍPICA COMO OBSERVADA EM RADIAÇÃO ELETROMAGNÉTICA E PARTÍCULAS EMITIDAS (FONTE: SVESTKA, 1976).**

Há três fases de desenvolvimento da fulguração: (i) um estágio pré-fulguração de abrilhantamento gradual que normalmente dura alguns minutos; (ii) uma fase impulsiva (“flash”) com duração de alguns minutos quando a taxa de liberação de energia é maior e os fótons mais energéticos e (iii) uma fase principal podendo durar até algumas dezenas de minutos quando a energia é irradiada principalmente em raios-X moles.

O estágio pré-fulguração é observado em muitas mas não todas as fulgurações e consiste de emissões fracas e crescentes lentamente em H- $\alpha$ , raios-X moles e ondas de rádio centimétricas. A fase impulsiva é observada na maioria das fulgurações e consiste de brilhantamentos rápidos e intensos em raios-X duros, H- $\alpha$  e ondas de rádio (e às vezes em luz branca e raios-gama), enquanto em raios-X moles é o período de aumento mais rápido no fluxo. A interpretação destes fenômenos exige energias dos elétrons (E) de 10 a 200 keV ou temperaturas dos elétrons de 1 a  $20 \times 10^8$  K. Durante a fase principal, ou estendida, a fulguração atinge sua maior área e produção de energia. Neste estágio, o grosso da energia irradiada provém de um plasma moderadamente quente ( $1$  a  $3 \times 10^7$  K).

Enquanto que muitas fulgurações passam pelas três fases, existem muitas variações, por exemplo, com muitas passando somente pela fase impulsiva. Em algumas fulgurações grandes, contudo, observações de raios-X duros, emissão de rádio e de partículas energéticas demonstram a presença prolongada de um número relativamente pequeno de elétrons e íons relativísticos (com velocidades de frações da velocidade da luz).

Na região do ultravioleta e ultravioleta extremo do espectro que cobre a faixa de  $\approx 10$  a  $\approx 300$  nm, as fulgurações explosivas têm características temporais semelhantes às explosões em raios-X duros e microondas indicando que são causadas pelos elétrons rápidos da fase impulsiva.

Em raras ocasiões as fulgurações produzem raios-gama. Comumente, mas não sempre, explosões em raios-gama são parte da fase impulsiva das fulgurações solares, as quais duram somente uns poucos minutos, e estão intimamente relacionadas às explosões em raios-X e microondas.

Há uma estreita correlação entre os fluxos de pico e os perfís temporais de explosões em microondas e raios-X duros. As explosões freqüentemente iniciam com um precursor, um lento e relativamente fraco aumento no fluxo que começa poucos minutos antes do disparo da fulguração. O início da maioria das fulgurações é marcado pela fase impulsiva, na qual o fluxo aumenta rapidamente; pode variar abruptamente em uns poucos minutos, e então decai. O declínio é em princípio rápido, mas depois

freqüentemente evolui na fase de pós-explosão com decaimento lento e longo que pode durar de uns poucos minutos a uma hora. Nos eventos muito grandes, esta última fase é mascarada por outro fenômeno conhecido como explosão "extensa" na qual, após a fase impulsiva, o fluxo cresce lentamente outra vez e permanece alto, às vezes por mais de uma hora. Estas explosões são relativamente raras, mas importantes por causa da energia excepcionalmente alta das partículas envolvidas.

Os raios-X moles fornecem a maior parte da radiação da fulguração. O plasma que emite raios-X moles, com  $T \approx 10^7$  K, carrega a maior parte da energia da fulguração na atmosfera solar mais baixa. Os raios-X moles incluem radiação no contínuo e linhas de emissão de elementos altamente ionizados como: oxigênio, cálcio e ferro. Numa fulguração típica os raios-X moles manifestam as três fases. É durante a fase impulsiva que aumenta mais rapidamente a temperatura do plasma de raios-X moles. Este plasma geralmente está confinado a uma ou mais configurações magnéticas ("loops" ou arcos magnéticos) situados próximo à linha neutra do campo magnético.

As explosões em ondas métricas surgem relativamente alto na coroa, geralmente fora das dependências da região ativa que é a origem de todos os processos de radiação considerados até agora. As explosões mais rápidas e mais primitivas, ocorrem durante a fase impulsiva da fulguração e estão relacionadas à passagem de feixes de elétrons sub-relativísticos (com velocidades de pequenas frações da velocidade da luz) através da coroa. As explosões tipo III e tipo V ocorrem dentro de poucos segundos a poucos minutos da fase impulsiva de uma fulguração. A velocidade com a qual a energia é transportada através da coroa é  $\sim 0,1-0,3$  c, sugerindo transporte por elétrons energéticos. A explosão tipo V tem melhor correlação com explosões em microondas. Avanços nas instrumentações, com melhoria nas resoluções em tempo e em frequência bem como aumento da sensibilidade, possibilitaram a detecção de explosões tipo III também na faixa de microondas (MacLean e Labrum, 1985).

Um segundo grupo mais lento de explosões (tipos II e IV) segue uns poucos minutos após a fase impulsiva e pode continuar por até cerca de uma hora. Estas explosões estão associadas com ondas de choque e movimentos de massa na coroa. As explosões tipo II e tipo IV dinâmica podem ocorrer separadamente ou em conjunto, neste caso, a explosão tipo II precede a tipo IV. Todas estas explosões são relativamente raras, talvez

uma ou duas por dia durante o período de máximo do ciclo de atividade solar (MacLean e Labrum, 1985).

O estágio final de uma fulguração, em comprimentos de onda métricos é a fase de tempestade que ocorre durante o decaimento da fulguração. É designada como "tempestade tipo I" e talvez sua designação mais simples seja de "fase tempestiva", consistindo num período de aumento de atividade que se inicia de algumas dezenas de minutos a uma hora após a fase impulsiva, e que pode durar por muitas horas ou mesmo dias. A fase de tempestade, pode ser devido a um rearranjo natural dos campos magnéticos na coroa, após o surgimento de fluxo adicional na estrutura pré-existente de campo, como um resultado da passagem de uma ejeção de massa coronal e seus campos magnéticos associados (MacLean e Labrum, 1985).

#### **4.14 IMPORTÂNCIA DAS PESQUISAS CIENTÍFICAS SOBRE O SOL**

As atividades humanas estão cada vez mais dependentes de alta tecnologia. Por sua vez, os produtos dessa alta tecnologia são extremamente sensíveis à atividade solar e seus efeitos associados que podem atingir a Terra. Logo, as atividades humanas são direta ou indiretamente perturbadas pelos efeitos da atividade solar. Então, por questão de segurança, saúde e manutenção das atividades humanas, é muito importante a investigação científica das origens dos fenômenos solares explosivos e da atividade solar, e seus possíveis efeitos na Terra, com o intuito de minimizar os prejuízos que causam nas atividades humanas. Neste sentido, durante as últimas décadas, vários países têm criado programas para atender a sociedade em questões relacionadas ao clima espacial, e os efeitos causados no ambiente terrestre e nas atividades humanas pelos fenômenos que ocorrem no espaço extra-terrestre, principalmente, mas não exclusivamente, aqueles que ocorrem no Sol.

## REFERÊNCIAS

Bhatnagar, A.; Livingston, W. World Scientific Series in Astronomy and Astrophysics Vol. 6 - **Fundamentals of Solar Astronomy**. Singapura: World Scientific Publishing Company, 2005.

Bishop Web Works. **Spaceweather.com**. [on-line]. <<http://www.spaceweather.com>>, 22/06/2001.

Bishop Web Works. **Sunspots and the solar cycle**. [on-line]. <<http://www.sunspotcycle.com>>, 22/06/2001.

Brekke, P.; Thompson, W.T.; Woods, T.N.; Eparvier, F.G. The extreme-ultraviolet solar irradiance spectrum observed with the Coronal Diagnostic Spectrometer (CDS) on SOHO. **The Astrophysical Journal**, Vol. 536, 959, 2000.

Burnell, S.J.B.; Green, S.F.; Jones, B.W.; Jones, M.H.; Lambourne, R.J.A.; Zarnecki, J.C. **An Introduction to the Sun and Stars**. Cambridge: Cambridge University Press, 2004.

Charbonneau, P.; White, O. R.. **The sun: a pictorial introduction**. [on-line]. <<http://www.hao.ucar.edu:80/public/slides/slides.html>>, 22/06/2001.

Choudhuri, A.R. In: **Kodai School on Solar Physics (AIP Conference Proceedings 919)**, Eds. Hasan, S.S. and Banerjee, D., pp. 49-73, 2007.

Curdt, W.; Brekke, P.; Feldman, U.; Wilhelm, K.; Dwivedi, B.N.; Schühle, U.; Lemaire, P. The SUMER spectral atlas of solar disk features. **Astronomy & Astrophysics**, Vol. 375, 591, 2001.

Dwivedi, B.N.; Parker, E.N. **Dynamic Sun**. Cambridge: Cambridge University Press, 2003.

Gary, G.A. Plasma beta above a solar active region: rethinking the paradigm. **Solar Physics**, Vol. 203, 71, 2001.

Green, S. F.; Jones, M.H. **An Introduction to the Sun and Stars**. Cambridge: Cambridge University Press, 2004.

Hathaway, D. H. **Solar physics**. [on-line]. <<http://science.msfc.nasa.gov/ssl/pad/solar>>, 22/06/2001.

Kippenhahn, R. **Discovering secrets of the sun**. Chichester: John Wiley & Sons, 1994.

Komm, R.W.; Howard, R.F.; Harvey, J.W. Meridional Flow of Small Photospheric Magnetic Features. **Solar Physics**, Vol. 147, 207, 1993.

Kraus, J.D. **Radio Astronomy**. Powell: Cygnus-Quasar Books, 2<sup>nd</sup> ed., 1986.

Lang, K.R. **The Cambridge encyclopedia of the sun**. Cambridge: Cambridge University Press, 2001.

MacLean, D.J.; Labrum, N.R. **Solar Radiophysics**, Cambridge University Press, 1985.

McCready, L.L.; Pawsey, J.L.; Payne-Scott, R. In: **Proceedings of the Royal Society**, v. 190, pp. 357-375, 1947.

National Astronomical Observatory ROZHEN [on-line] <<http://sob.nao-rozhen.org/content/basic-solar-parameters-and-information>>, 27/04/2017.

Oliveira Filho, K. S.; Saraiva, M. F. O. **O Sol - a nossa estrela**. [on-line]. <<http://astro.if.ufrgs.br/esol/esol.htm>>, 22/06/2001.

Pawsey, J.L.; Payne-Scott, R.; McCready, L.L. **Nature**, 157, 158, 1946.

Phillips, K.J.H. **Guide to the sun**. Cambridge: Cambridge University Press, 1995.

Phillips, K.J.H.; Feldman, U.; Landi, E. **Ultraviolet and X-ray spectroscopy of the solar atmosphere.** Cambridge: Cambridge University Press, 2008.

Stix, M. **The Sun – An Introduction.** Physics and Astronomy online library: Springer, 2004.

Svestka, K. **Solar Flares.** Dordrecht, D. Reidel, 1976, 400p.

Wild, J.P.; Smerd, S.F.; Weiss, A.A. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics,** Vol. 1, pp. 291-366, 1963.

Willson, R.F. VLA observations of solar active regions at closely spaced frequencies - Evidence for thermal cyclotron line emission. **The Astrophysical Journal,** Vol. 298, 911, 1985.

Zirin, H. **Astrophysics of the sun.** New York: Cambridge University Press, 1988.