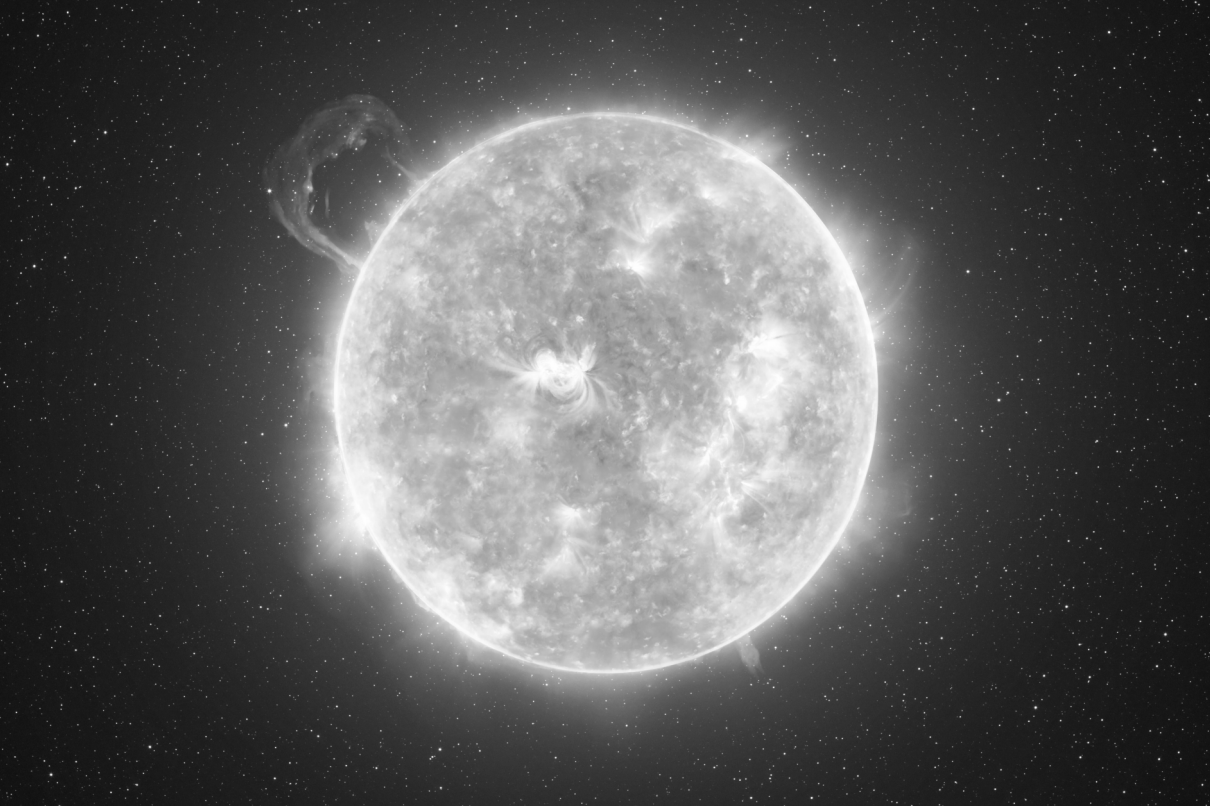


VOLUME 2

André de Castro Milone
Organizador

Introdução à Astronomia e Astrofísica





VOLUME 2

Introdução à Astronomia e Astrofísica

VOLUME 2

André de Castro Milone
Organizador

Introdução à Astronomia e Astrofísica



Copyright © 2024 Autores

Editor: José Roberto Marinho e Victor Pereira Marinho

Editoração Eletrônica: Horizon Soluções Editoriais

Revisão: Horizon Soluções Editoriais

Capa: Horizon Soluções Editoriais

Imagem da capa: Adobe Stock Photo

Texto em conformidade com as novas regras ortográficas do Acordo da Língua Portuguesa.

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)
(Câmara Brasileira do Livro, SP, Brasil)

Introdução à astronomia e astrofísica: volume 2 / organização
André de Castro Milone. – São Paulo: LF Editorial, 2024.

Vários autores.

Bibliografia.

ISBN: 978-65-5563-404-4

1. Astrofísica 2. Astronomia 3. Buracos negros (Astronomia)
4. Estrelas 5. Sol I. Milone, André de Castro.

23-183943

CDD-520

Índices para catálogo sistemático:

1. Astronomia 520

Aline Grazielle Benitez - Bibliotecária - CRB-1/3129

ISBN: 978-65-5563-404-4

Todos os direitos reservados. Nenhuma parte desta obra poderá ser reproduzida sejam quais forem os meios empregados sem a permissão dos autores. Aos infratores aplicam-se as sanções previstas nos artigos 102, 104, 106 e 107 da Lei n. 9.610, de 19 de fev. de 1998.

Impresso no Brasil • *Printed in Brazil*



LF Editorial

Fone: (11) 2648-6666 | Loja (IFUSP)

Fone: (11) 3936-3413 | Editora

www.livrariadafisica.com.br | www.lfeditorial.com.br

Conselho Editorial

Amílcar Pinto Martins

Universidade Aberta de Portugal

Arthur Belford Powell

Rutgers University, Newark, USA

Carlos Aldemir Farias da Silva

Universidade Federal do Pará

Emmánuel Lizcano Fernandes

UNED, Madri

Iran Abreu Mendes

Universidade Federal do Pará

José D'Assunção Barros

Universidade Federal Rural do Rio de Janeiro

Luis Radford

Universidade Laurentienne, Canadá

Manoel de Campos Almeida

Pontifícia Universidade Católica do Paraná

Maria Aparecida Viggiani Bicudo

Universidade Estadual Paulista - UNESP/Rio Claro

Maria da Conceição Xavier de Almeida

Universidade Federal do Rio Grande do Norte

Maria do Socorro de Sousa

Universidade Federal do Ceará

Maria Luísa Oliveras

Universidade de Granada, Espanha

Maria Marly de Oliveira

Universidade Federal Rural de Pernambuco

Raquel Gonçalves-Maia

Universidade de Lisboa

Teresa Vergani

Universidade Aberta de Portugal

Sumário

| | |
|--|-----------|
| Prefácio | 9 |
| 5 O Sol | 11 |
| 5.1 Introdução | 11 |
| 5.2 Nascimento do Sol | 13 |
| 5.3 Estrutura solar | 15 |
| 5.4 Campos magnéticos solares e a sua origem | 34 |
| 5.5 Regiões ativas | 38 |
| 5.6 Ciclo de atividade | 40 |
| 5.7 Explosões – “flares” – solares | 44 |
| 5.8 Ejeções de massa coronais (CME) | 48 |
| 5.9 Relações Sol–Terra (atual clima espacial) | 50 |
| 5.10 Vento solar | 52 |
| 5.11 Espectro solar | 55 |
| 5.12 Interior solar e heliosismologia | 60 |
| 5.13 Emissão solar na banda de ondas de rádio | 62 |
| 5.14 Características de “FB” | 67 |
| 5.15 Importância das pesquisas científicas sobre o Sol | 70 |
| 5.16 Algumas questões de pesquisa sobre o Sol | 71 |
| Referências | 72 |
| 6 Formação de Estrelas | 77 |
| 6.1 Introdução | 77 |
| 6.2 Onde nascem as estrelas? | 79 |
| 6.3 Onde estão as nuvens moleculares? | 82 |
| 6.4 Como nascem as estrelas? | 84 |
| 6.5 Consequências do nascimento de uma estrela | 93 |
| Referências | 98 |
| 7 A Vida das Estrelas | 99 |
| 7.1 A cor e o brilho das estrelas | 102 |
| 7.2 O interior das estrelas | 109 |
| 7.3 A geração de energia nuclear nas estrelas | 116 |
| 7.4 O nascimento das estrelas | 123 |
| 7.5 Vida e morte das estrelas | 128 |
| Referências | 135 |

| | | |
|----------|---|------------|
| 8 | Estágios Finais de Estrelas | 137 |
| 8.1 | Introduções | 137 |
| 8.2 | Revisões rápidas | 139 |
| 8.3 | Anãs brancas | 144 |
| 8.4 | Estrelas de nêutrons | 150 |
| 8.5 | Buracos negros | 156 |
| 8.6 | Conclusões | 159 |
| | As músicas que eu ouvi até aqui | 159 |
| | Referências | 160 |

Prefácio

A fascinação pelos mistérios do Universo faz parte da natureza humana desde o começo da civilização. Ao mesmo tempo que admiramos a sua extensão e beleza, sentimos o desafio de conhecê-lo e o desejo de descobrir a sua conexão conosco. Ao investigarmos o Cosmo estamos também indagando sobre a nossa própria origem.

É bem possível que o ser humano tenha perscrutado o céu antes da terra, mares e rios, que estavam bem mais próximos.

O ciclo das estações, a luz e o calor do Sol durante o dia, o luar e as estrelas à noite, a necessidade de se orientar em seus percursos de um lugar a outro e de estabelecer uma cronologia para os acontecimentos foram motivos suficientes para os humanos tentarem equacionar o Universo.

A princípio o Universo conhecido se restringia ao Sol, à Lua e alguns planetas. Com o aperfeiçoamento dos instrumentos astronômicos, e a própria evolução das ideias, o conhecimento humano foi se expandindo e o Cosmo se revelando de forma surpreendente.

O sistema solar é hoje esmiuçado pelas sondas espaciais. Os modernos telescópios parecem nos conferir visão de super-homens. Do Sol, partimos para as demais estrelas que, aos bilhões, permeiam a nossa galáxia, a Via Láctea. Mesmo sem conseguir penetrá-las, a astronomia vem decifrando o seu interior, a sua formação e evolução, tão ligadas à nossa própria existência, pois somos fruto das estrelas.

As gigantescas nuvens interestelares descortinam-se com suas formas curiosas e gases fluorescentes, e revelam-se como berçários de estrelas. Indo mais adiante, notamos que o Universo se organiza em grupos de estrelas, galáxias, e em superaglomerados, intercalados por imensos vazios.

Até onde os instrumentos podem satisfazer a nossa curiosidade, avançamos no espaço e retrocedemos no tempo, em direção aos limites do Universo, que nos mostram a sua infância e adolescência.

O conhecimento adquirido alimenta as respostas a algumas das indagações básicas do espírito humano: como surgiu e se desenvolve este imenso teatro, no qual a matéria e a energia produzem espetáculos fantásticos, em contínua transformação?

A evolução do Universo produziu o surgimento de um fenômeno singular: a Vida. O avanço científico e tecnológico vem fornecendo as bases para a pesquisa da existência de vida fora da Terra, um tema desafiador, inserido no campo da Astrobiologia. Particularmente, as observações indicam que os compostos necessários ao surgimento da vida estão disponíveis e espalhados no Universo há vários bilhões de anos. Mas o passo para a formação do primeiro sistema vivo ainda é desconhecido.

O avanço da ciência e tecnologia produziu também uma nova janela de investigação do Universo: a Astrofísica das Ondas Gravitacionais. A observação destas ondas poderá por exemplo nos informar se o Universo realmente teve início com o Big Bang, ou se existiu uma fase anterior a este momento. Poderá ainda contribuir com questões tão importantes como saber do que são formadas a matéria e a energia escuras.

Em resumo, em uma série de três volumes, são apresentados os tópicos fundamentais da astronomia e astrofísica, que também integram um curso de extensão oferecido pela Divisão de Astrofísica do INPE. O conteúdo aborda as linhas básicas do que a astronomia já conseguiu decifrar, delineando também um quadro da evolução das ideias e das técnicas utilizadas na pesquisa científica.

Particularmente, pretende-se ampliar o interesse de jovens (e adultos) na área e auxiliar os educadores nas várias disciplinas em que estes temas podem ser aplicados.



5. O Sol

José Roberto Cecatto

5.1 Introdução

Para os humanos, a Terra e o Sol, não necessariamente nesta ordem, são os astros mais importantes do sistema solar, e porque não dizer do Universo. 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. Isso ocorre devido a dois fatores imprescindíveis: a Terra encontra-se na zona habitável do nosso sistema solar – região que permite água em estado líquido – e possui um campo magnético intenso o suficiente para manter uma atmosfera envolvendo o planeta. A magnetosfera terrestre é fundamental para desviar o potente vento solar e assim proteger a atmosfera terrestre de ser varrida do planeta. Além disso, de alguma forma ainda não bem compreendida, matéria orgânica se tornou disponível em nosso planeta e, a partir dela, em condições favoráveis, ocorreram a síntese de moléculas, de tecidos e finalmente de seres vivos. Portanto, até que seja descoberta vida em algum outro local do Universo, nos encontramos num planeta unicamente privilegiado e exclusivo.

Voltando ao Sol, desde os primórdios da civilização, o homem aprendeu a admirá-lo como um ente muito importante e necessário. Posteriormente, foi capaz de identificá-lo como o ente 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 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. Nos últimos 3–4 séculos, com o aparecimento de telescópios e filtros, o homem foi capaz de observar também as regiões mais brilhantes da “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.

Na atualidade, já existem experimentos – sondas – que penetram a coroa solar e registram com resolução inédita as características e fenômenos solares. Isso tem permitido descobrir diversos fatos e detalhes até então invisíveis com a resolução disponível anteriormente.

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, asteroides e cometas. A Tabela 1 mostra várias das

principais características físicas do Sol, como por exemplo: massa, raio, luminosidade, temperatura superficial.

Tabela 1 – Características e parâmetros físicos solares

| PARÂMETRO SOLAR | VALOR |
|---|--|
| Massa (kg) | $1,989 \times 10^{30}$ |
| Raio equatorial (km) | 695.500 |
| Raio médio (R_{Terra}) | 109 |
| Luminosidade (W) | $3,86 \times 10^{26}$ |
| Temperatura média na “superfície” (K) | 5780 |
| Densidade média (kg/m^3) | 1410 |
| Densidade central (kg/m^3) | 160.000 |
| Período de rotação equatorial* (dias) | 26,8 |
| Velocidade de escape na “superfície” (km/s) | 617,7 |
| Distância média à Terra ($\times 10^6$ km) | 149,6 |
| Idade ($\times 10^9$ anos) | 4,6 |
| Magnitude Visual | -26,74 |
| Magnitude absoluta | +4,83 (5ª magnitude) |
| Tipo espectral | G2V (classe G2 na sequência principal) |
| Aceleração gravitacional na “superfície” (m/s^2) | 274 |
| Distância ao centro galáctico (anos-luz) | ~ 30.000 |
| Velocidade orbital (km/s) | 250 |
| Período orbital ($\times 10^6$ anos) | 250 |

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

5.2 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 sequência 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 1 ilustra a ideia da formação do Sol e do sistema solar. Esta é uma versão muito simplificada – detalhes no capítulo de sistema solar.

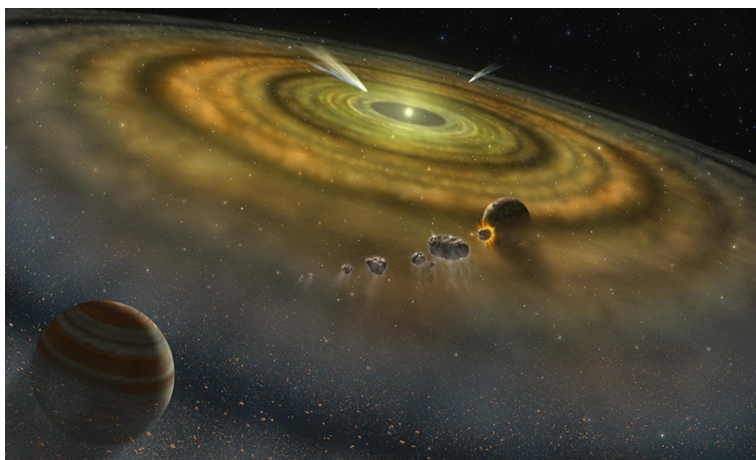


Figura 1 – Concepção artística mostrando a formação do Sol e sistema solar - estrutura em disco. A região mais clara, no centro do disco, corresponde à estrela se formando, em torno da qual estão orbitando alguns planetas do sistema solar em formação. (Fonte: NASA)

5.3 Estrutura solar

O Sol possui uma estrutura que pode ser “dividida” em interior 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 segmentar 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.

5.3.1 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 taoclina. A Figura 2, mostra um esquema das camadas do interior solar. Ressalte-se que a camada limite na figura é a chamada taoclina.

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” a uma temperatura efetiva de 5.780 K, e ser liberada na forma de radiação luminosa.

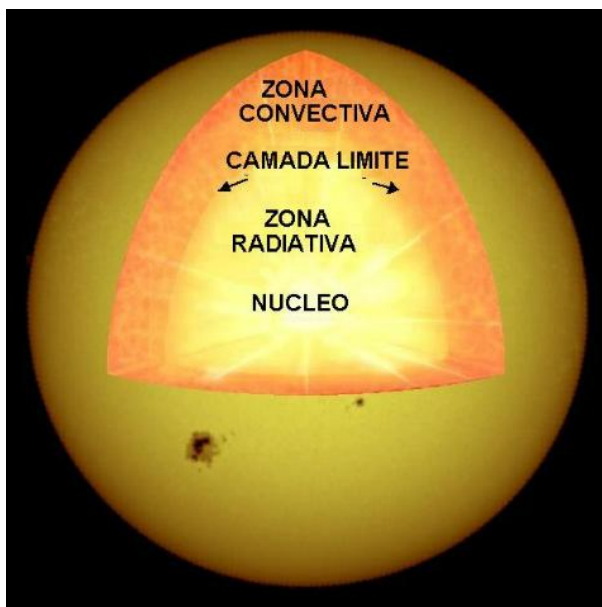


Figura 2 – Esquema representando as camadas internas do Sol: Núcleo, Zona Radiativa e Zona Convectiva. O núcleo do Sol encontra-se em equilíbrio com a camada radiativa, coberta por uma camada onde ocorre convecção. (Fonte: <http://science.msfc.nasa.gov/ssl>)

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. Um pouco mais sobre isto 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.

Observando-se a “superfície” solar, com grande aumento, pode-se ver grãos, semelhantes a bolhas de água em ebulição no interior de uma panela (vide Figura 3).

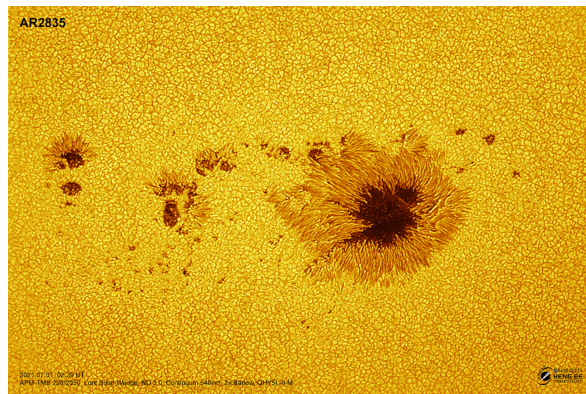


Figura 3 – Imagem de alta resolução, de 01/07/2021 às 02:29 UT, mostrando o fenômeno de granulação da fotosfera solar em torno do grupo de manchas AR 2835. (Fonte: Michael Teoh/Heng Ee Observatory)

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 ($|\nabla T_{adi}| < |\nabla T_{rad}|$). 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.

Processo de produção de energia no núcleo solar

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 (He^4) e outros elementos mais pesados. A sequência mais importante de reações nucleares que ocorrem em estrelas da sequência principal é aquela que converte núcleos de H em núcleos de 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 He^3 e 2 raios-gama. Finalmente, os 2 núcleos de He^3 assim formados se fundem originando um núcleo de 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 mostra esta sequência 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 He^3 , este se funde com um núcleo de He^4 formando um núcleo de Be^7 e um raio-gama. O Be^7 decai para um núcleo de Li^7 com a emissão de um elétron e um neutrino. Por fim, este núcleo de Li^7 formado se funde com um núcleo de H, produzindo 2 núcleos de

He^4 . Estima-se que apenas cerca de 15% de toda a energia do Sol é produzida por este outro processo.

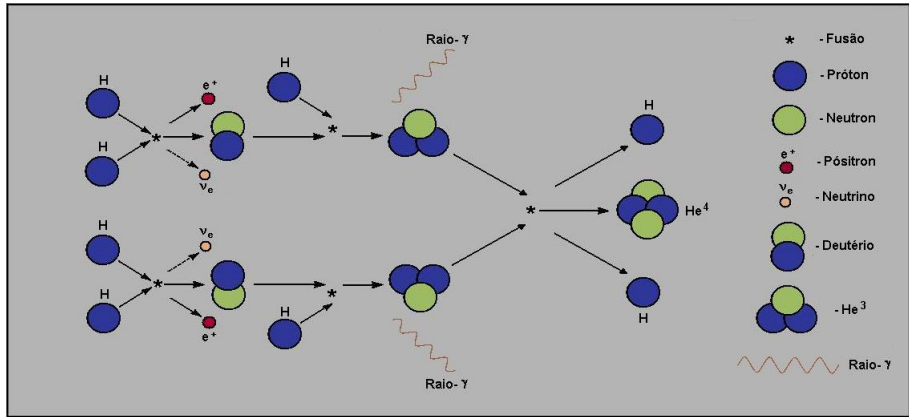


Figura 4 – Reações de fusão para produção de energia pela cadeia ppI (Fonte: Elaboração do autor).

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 ($\sim 0,04R_{\odot}$) 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 em regiões fotosféricas de moderadas latitudes (35° a 40°).

Para se ter uma ideia, 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. Sobre o campo magnético solar, vide seção 1.4 adiante.

Observações heliosismológicas indicam que a tacoclina 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 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, designada tacoclina, a partir da qual a velocidade angular passa a apresentar valores distintos em função da latitude. Também pode ser observado que a rotação solar fotosférica em cerca de 35° de latitude é similar àquela registrada para o núcleo radiativo, como mencionado anteriormente.

Outro aspecto importante, fruto de observações heliosismológicas, é a evidência da existência de duas camadas de fluxo meridional entre a tacoclina e a “superfície” solar, ou limite externo do envelope convectivo. A Figura 6 ilustra a presença dessas duas camadas. A mais interna estende-se da base do envelope convectivo até cerca de 82% do raio solar; enquanto a segunda camada vai dessa profundidade até a “superfície”.

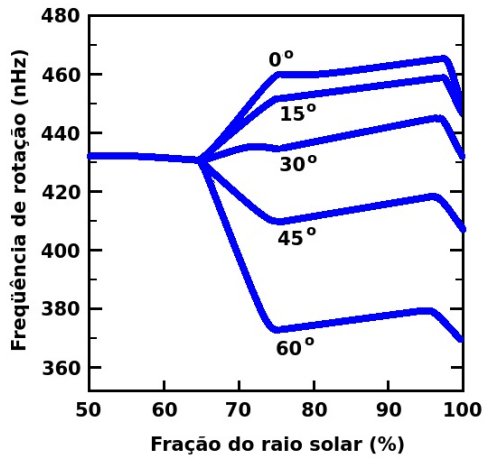


Figura 5 – Perfil da rotação interior do Sol em função da distância ao centro, a partir de $0.5 R_S$ até a “superfície”, exibindo a variação da frequência de rotação com a latitude solar (Fonte: Elaboração do autor.)

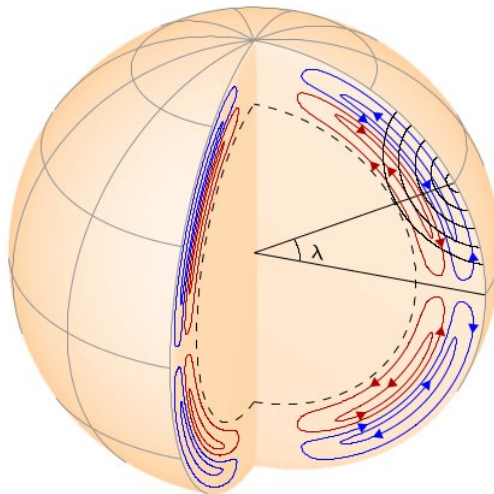


Figura 6 – Diagrama do esquema de medição tempo-distância em profundidade. As curvas pretas amostram alguns percursos da onda acústica. As curvas vermelha e azul ilustram a estrutura da circulação meridional. A linha traçada marca a base da zona convectiva em $0,7 R_S$. (Fonte: Zhao et al., 2013)

Saliente-se que o fluxo meridional manifesta-se em ambas as camadas. Foi observado um fluxo meridional de 15 m/s em direção aos polos a partir da “superfície” até uma profundidade de cerca de 91% do raio solar. A partir daí existe um contra-fluxo de 10 m/s em direção ao equador até a profundidade aproximada de 82% do raio solar, encerrando essa camada superior. Por sua vez, foi encontrada evidência de uma camada mais interna de fluxo meridional, que vai de cerca de 82% do raio solar até a base do envelope convectivo. A evidência indicou fluxo dirigido para os polos abaixo de 82% do raio solar. Pelo princípio da conservação de fluxo, acredita-se que exista também o contra-fluxo dirigido para o equador.

Esses resultados (Zhao et al., 2013) indicam que os conceitos sobre a geração do campo magnético solar necessitam de uma revisão. Tudo indica que um novo modelo de dínamo solar que considere o que já é conhecido em conjunto com esses resultados obtidos pela heliosismologia deve ser proposto.

Questão dos neutrinos solares – solução e outras questões

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 He^4 e não é sempre conhecida. Além disso, não é sabido se o 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.

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, era 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 do século XXI, 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.

5.3.2 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.

Fotosfera

Trata-se da camada visível do Sol, também chamada de “superfície” solar. Na realidade o que se vê ao olhar para o Sol é a estreita base dessa camada gasosa, com uma espessura de cerca de 100 km (<https://solarscience.msfc.nasa.gov/surface.shtml>, 2023). A fotosfera como um todo possui uma espessura de cerca de 500 km, 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 7 mostra um exemplo de grupos de manchas observadas sobre o disco solar, característico de épocas de máximo do ciclo de atividade.

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 Galileu, 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, principalmente nos períodos mais ativos do ciclo de atividade (vide Figura 8). Cada mancha isolada pode se constituir 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 mais quente com es-

estrutura radial em torno da umbra. A Figura 9 mostra um mancha solar isolada onde pode-se identificar a umbra e a penumbra.

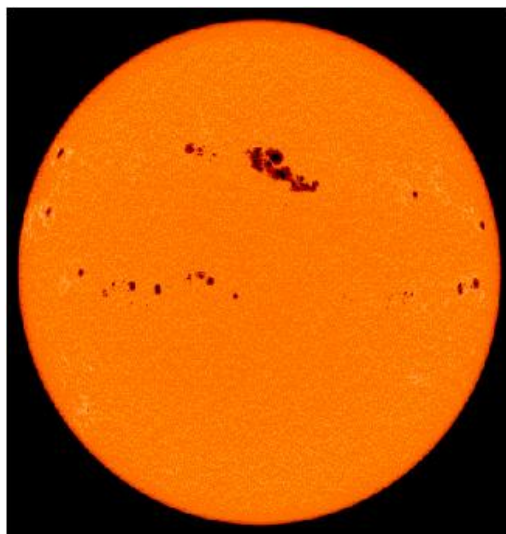


Figura 7 – Disco solar com vários grupos de manchas solares.
(Fonte: <http://www.spaceweather.com>)

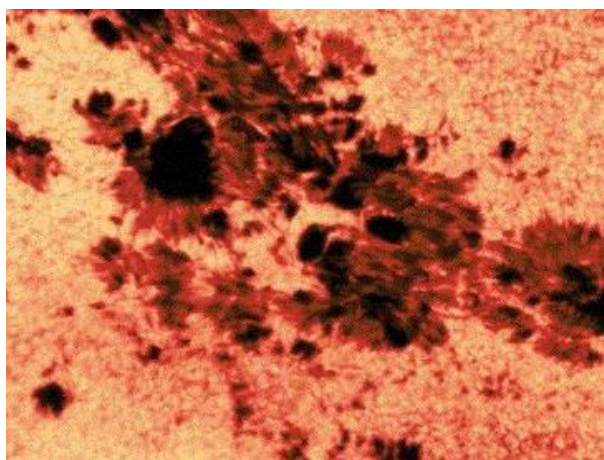


Figura 8 – Exemplo de grupo de manchas solares.
(Fonte: <http://science.msfc.nasa.gov/ssl>)

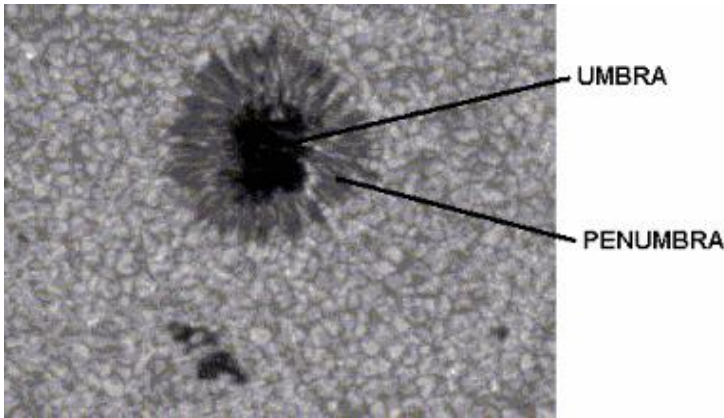


Figura 9 – Imagem de uma mancha solar isolada. Podem ser claramente identificadas a Umbra e a Penumbra. (Fonte: Autor, adaptado de <https://bit.ly/416EcXC>)

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.

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 26 dias no Equador e cerca de 31 dias nas proximidades dos polos). O eixo de rotação solar está inclinado em $7,15^\circ$ em relação ao eixo da órbita da Terra. O escurecimento – opacidade – observado do

limbo é uma informação de que a temperatura cai com a altura na fotosfera (Figura 10).

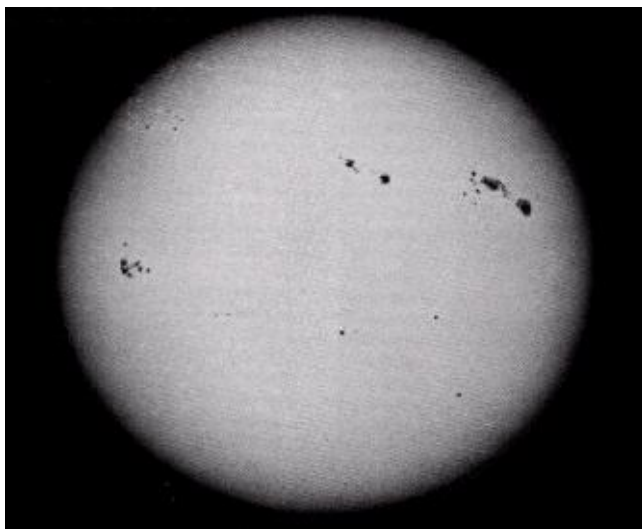


Figura 10 – Imagem do Sol em luz branca. Pode-se observar o obscurecimento do limbo, ou borda do sol. (Fonte: <http://www.hao.ucar.edu:80/public>)

Esta camada apresenta uma temperatura que vai de 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.

Cromosfera

Estendendo-se até cerca de 10.000 km acima da fotosfera, esta camada possui densidade de 2-3 ordens de grandeza menor relativamente à fotosfera e uma temperatura que vai até poucas dezenas de milhares de graus, fazendo com que o Hidrogênio emita uma luz avermelhada correspondente ao H- α (primeira linha da série de Balmer do átomo de Hidrogênio em 6563 Å) – Figura 11.

Assim, esta camada pode ser vista observando-se o Sol com um filtro especial do H- α , o que confere a esta camada seu nome – esfera colorida (ou cromo-esfera). Utilizando este filtro pode-se distinguir as várias estruturas cromosféricas, desde proeminências, filamentos, fáculas, “plages” e espículos a elementos de campo magnético da rede cromosférica. A luz emitida pelo Cálcio ionizado (Ca II), no violeta em 3934 Å, também é emitida por esta camada.

As proeminências são estruturas brilhantes que se erguem do limbo ou formam nuvens escuras sobre o disco solar.

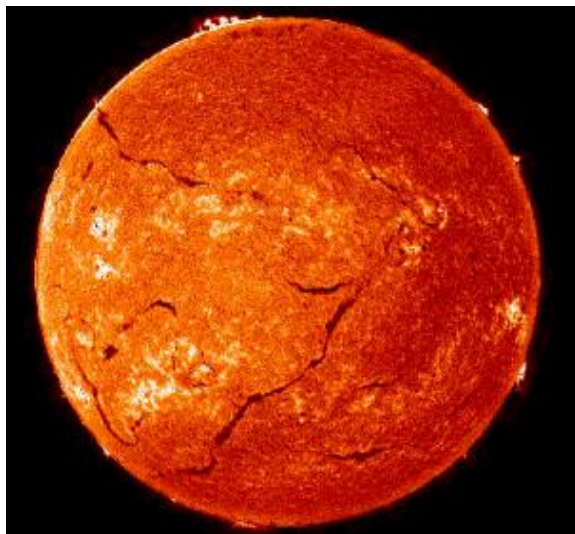


Figura 11 – Imagem do Sol em H- α . Pode-se identificar estruturas como: filamentos - escuros, fáculas - claras - e espículos - no limbo superior esquerdo. (Fonte: <http://www.hao.ucar.edu:80/public>)

Qualquer nuvem de material visível acima da fotosfera, observada no H- α , 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- α . 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:

- Calmas (de longa duração): proeminências ou filamentos localizados em ou próximos a regiões ativas.
- Ativas (transitórias): proeminências geralmente associadas a “flare” no limbo ou precipitação de arcos magnéticos. Proeminência/filamento eruptivo está entre os mais espetaculares eventos solares (Figuras 12 e 13), e é responsável por uma grande parcela das ejeções de massa coronais – CME, descritas adiante.

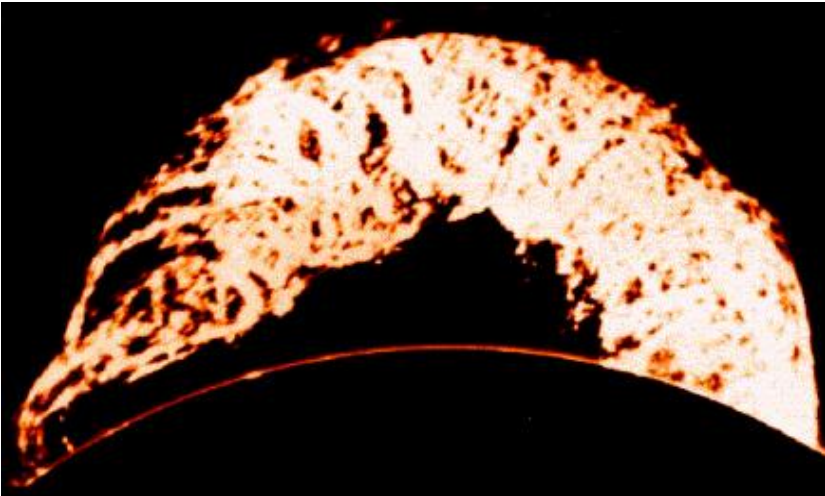


Figura 12 – Proeminência solar observada em H- α .
(Fonte: <http://science.msfc.nasa.gov/ssl>)

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- α – 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. A cromosfera também é um local onde se registra atividade solar pois, alterações em “flares”, proeminências, erupções de filamentos e fluxo de material em arcos pós-“flare” podem ser observados ao longo de poucos minutos. Imediatamente acima desta camada temos a chamada região de transição.



Figura 13 – 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: Laboratório espacial Skylab – Nasa)

Região de transição cromosfera-coroa

A fronteira cromosfera-coroa é conhecida como região de transição, uma fina e irregular camada da atmosfera solar, com 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 seu elétron) o que dificulta a sua visão. Por este motivo, 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. Acima da região de transição tem-se a coroa solar.

Coroa solar

A coroa é a parte mais externa da atmosfera solar e estende-se por milhões de quilômetros a partir do Sol. É observada no visível durante os eclipses solares totais, 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 a fotosfera e boa parte da cromosfera são ocultados pela Lua, é possível observar e estudar a coroa no visível (Figura 14). A coroa apresenta várias estruturas – “helmet streamers”, “polar plumes”, arcadas e buracos coronais – que se apresentam de forma diferente de um eclipse a outro, e seu formato geral se altera com o ciclo de atividade solar.

A densidade da coroa é de 3–4 ordens de grandeza mais baixa do que aquela da cromosfera e sua temperatura é de 1–2 milhões de graus. Nessa temperatura encontra-se H e He totalmente ionizados além de uma série de íons de elementos mais pesados, sendo que

até íons de Fe são observados. Como a temperatura é extremamente alta, a coroa emite grande quantidade de UV extremo e 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, o qual se propaga por todo o sistema solar e eventualmente atinge a Terra bem como os outros planetas.



Figura 14 – Exemplo de eclipse solar total, ocorrido em 11 de Julho de 1991, durante o intervalo de máximo, mostrando proeminências e a estrutura da coroa. (Fonte: <https://bit.ly/3JGhkq8>.)

Observações do espectro da coroa no visível evidenciaram sua alta temperatura pela existência de linhas de emissão brilhantes correspondentes a comprimentos de onda de elementos altamente ionizados como Carbono, Nitrogênio e Oxigênio. Mesmo elementos mais pesados como Cálcio e Ferro também contribuem com linhas de emissão desses elementos ionizados. No presente, coronógrafos são usados para ocultar artificialmente a luz da fotosfera e cromosfera, e assim permitir a observação e estudos da coroa e das linhas de emissão dos íons existentes. Como trata-se de uma camada potente emissora de UV extremo e raios-X, a coroa pode ser exclusivamente investigada se for observada nessas bandas espectrais.

Nesta camada da atmosfera solar, 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 – polos magnéticos – situados na fotosfera. É nas regiões ativas que se observam os fenômenos conhecidos como explosões (“flares”) solares – vide seção 7 – que ocorrem com frequência e intensidade muito maiores nos períodos de máximo de atividade do ciclo solar (explicado adiante na seção 6).

Além disso, a coroa apresenta um caráter dinâmico que é caracterizado pelas ejeções de massa coronais (CME), apresentadas na seção 8.

5.4 Campos magnéticos solares e a 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 de uma forma simplificada a seguir.

Como mencionado, o Sol possui rotação diferencial, mais rápida nas baixas latitudes do que nos polos. 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 distendidas próximo ao Equador, até que a direção do campo é tão alterada que se estabelece uma configuração toroidal com estrutura filamentar. Deste modo, a partir da tacoclina, a rotação diferencial solar transforma o campo poloidal, das regiões de moderadas e baixas latitudes, em filamentos de fluxo de campo toroidal na tacoclina e porção mais baixa do envelope convectivo, como ilustrado na Figura 15. Além disso, a dinâmica do gás na região também provoca a torção e

a sobreposição de partes de algumas linhas de campo que foram distendidas, desta forma armazenando energia no campo magnético.

Por sua vez, pelo processo de flutuação magnética – quando $P_{interna} < P_{externa}$ – uma parte dos tubos de fluxo do campo toroidal formados sobe pelo envelope convectivo até a “superfície” solar, onde afloram em alguns pontos na forma de um grupo de manchas solares. A Figura 16 exibe 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 17). 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.

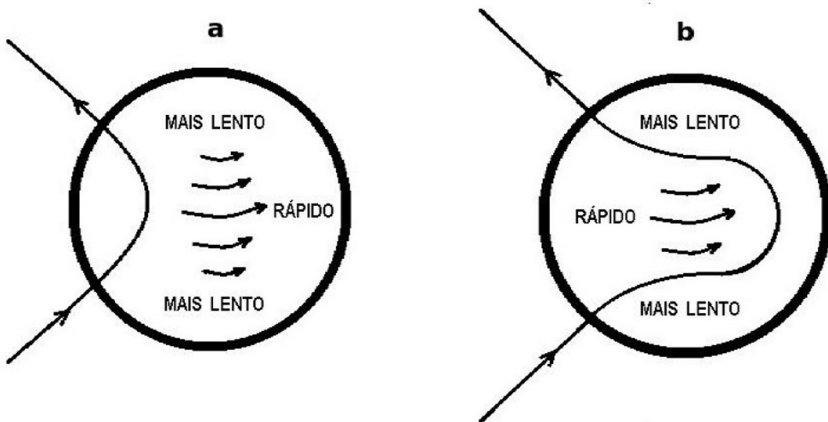


Figura 15 – Evolução do campo magnético solar durante o início de um ciclo de atividade. (Fonte: Elaboração do autor.)

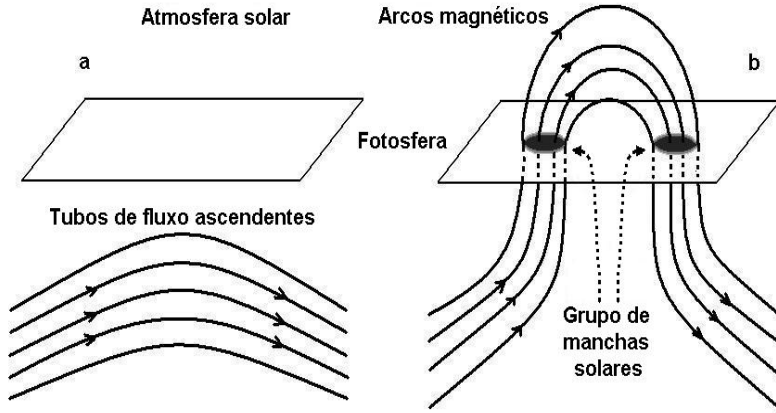


Figura 16 – Propriedade de flutuação de um tubo de fluxo magnético no envelope convectivo do interior solar até aflorar na “superfície” como um grupo de manchas solares. (Fonte: Elaboração do autor.)

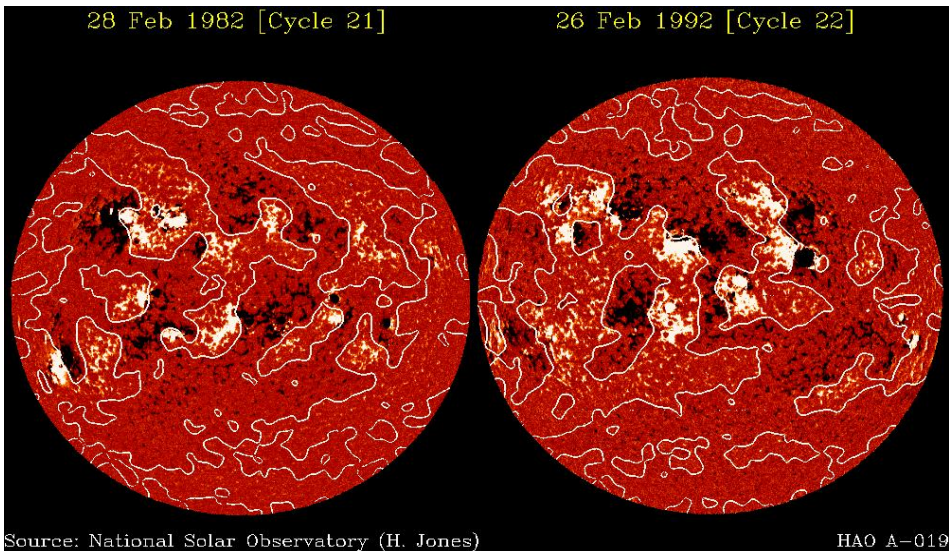


Figura 17 – Polaridades das manchas “precursora” e “seguidora” do campo magnético de regiões ativas nos hemisférios Norte e Sul do Sol. (Esquerda) Em 28/02/1982, durante o ciclo de atividade no 21. (Direita) Inversão das polaridades magnéticas das manchas “precursora” e “seguidora”, em 26/02/1992, ciclo de atividade no 22. (Fonte: <https://sdo.gsfc.nasa.gov/data/aiahmi>)

Por outro lado, sabe-se que existe uma circulação meridional do gás, do equador em direção aos polos, e vice-versa 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. Attingido 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 das manchas sejam opostas em relação ao ciclo anterior (Lei de Hale). O mesmo ocorre no outro hemisfério solar embora com polaridades invertidas. Quando do início do próximo ciclo de atividade as linhas de campo novamente invertem seu sentido, repetindo o mesmo sentido do penúltimo ciclo. Por este motivo, o ciclo magnético solar tem um período de cerca de 22 anos, correspondente a dois ciclos de atividade.

Nos casos de regiões ativas bem evoluídas, mais típicas de épocas de grande atividade solar, sua configuração de campo magnético é extremamente complexa, envolvendo a interação de vários arcos distintos em tamanho, intensidade e polaridades de campo. Um aspecto muito importante é que esses arcos magnéticos das regiões ativas eventualmente apresentam uma dinâmica intensa causando torção, alongamento e sobreposição de linhas de campo o que gera armazenamento de energia, a qual pode ser liberada e produzir uma explosão ou “flare” solar.

A Figura 18 representa de forma esquemática a possível geometria das linhas do campo magnético de uma região ativa evoluída, embora seja um quadro estático comparado à dinâmica de

uma região ativa em seu estágio mais avançado de evolução. Por sua vez, a Figura 19 exibe o magnetograma fotosférico da configuração do campo magnético associado à região ativa NOAA AR 3270 em estágio evoluído, onde observa-se configuração multipolar de campo. É esta complexidade e dinamismo que propicia as condições necessárias para a ocorrência de repentinos episódios de cisalhamento, rompimento e reconexão de linhas de campo magnético, com a conseqüente liberação da energia armazenada naquele volume do campo, gerando assim o fenômeno conhecido como “flare” ou explosão solar.

5.5 Regiões ativas

Em termos simples, estas regiões estão situadas na atmosfera solar, no interior de configurações de campo magnético em forma de arco, com linhas de fluxo magnético que se projetam pela cromosfera até a coroa solar, cujas extremidades – polos magnéticos Norte e Sul – estão presas na fotosfera, na forma de grupos de manchas, como se fosse um ímã gigante. No interior dessas regiões ativas o gás encontra-se mais quente e confinado pelo campo magnético, e por esse motivo se apresenta abrilhantado traçando as linhas de campo magnético na forma de arcos brilhantes. Devido à dinâmica destes campos, é nas regiões ativas que se observa o fenômeno conhecido como explosão solar – “flare”, que em Português significa fulguração, historicamente devido às observações pioneiras efetuadas na luz visível. Estas explosões ocorrem com frequência muito maior no período de máximo de atividade do ciclo solar.

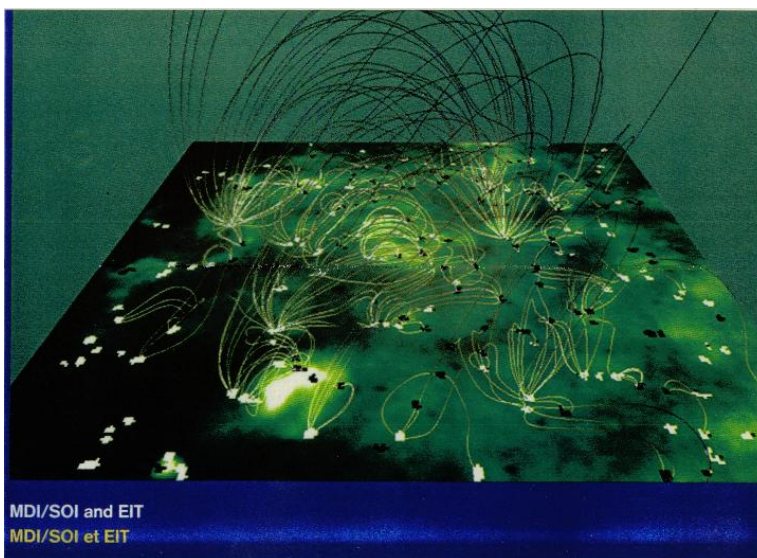


Figura 18 – Configuração do campo magnético de uma região ativa solar em estágio evoluído. (Fonte: Experimento EIT, satélite Soho, NASA)

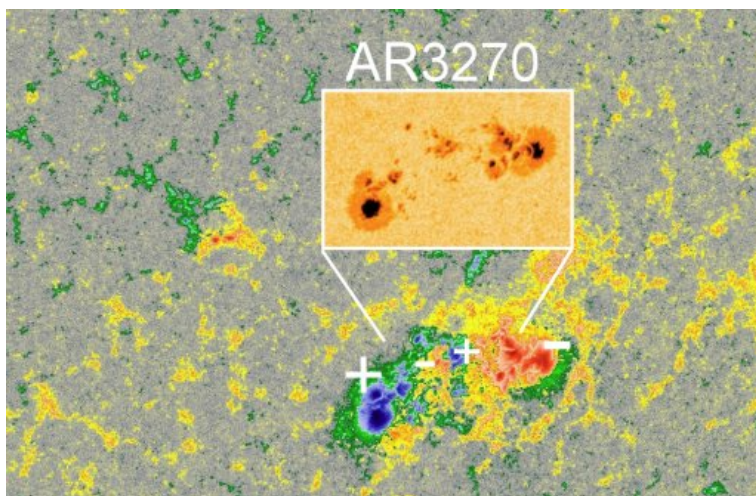


Figura 19 – Magnetograma fotosférico da região ativa NOAA AR 3270 em estágio evoluído. + e - indicam cada polaridade magnética. (Fonte: <https://www.spaceweather.com/archive.phpview=1&day=04&month=04&year=2023>, 04 de abril 2023.)

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 4^o 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 20 apresenta os valores característicos do parâmetro β de plasma – razão entre a pressão cinética e a pressão magnética no meio = $2CnkT / (B^2/8\pi)$; n , densidade de elétrons, k , cte. Boltzmann, T , temperatura do meio, B , campo magnético, e 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 β 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 ou “flares” solares, ocorrem nas camadas onde $\beta < 1$. É exatamente aí que se encontram as chamadas regiões ativas.

5.6 Ciclo de atividade

A maioria das características da emissão solar está diretamente relacionada ao ciclo de atividade que apresenta uma duração média de cerca de 11 anos. Durante esse período, o número de manchas solares cresce, a partir do mínimo, atinge um máximo e, em seguida, decresce em direção ao próximo mínimo de atividade. A Figura 21 ao centro exibe a evolução dos ciclos solares desde 1.600 até próximo ao ano 2016.

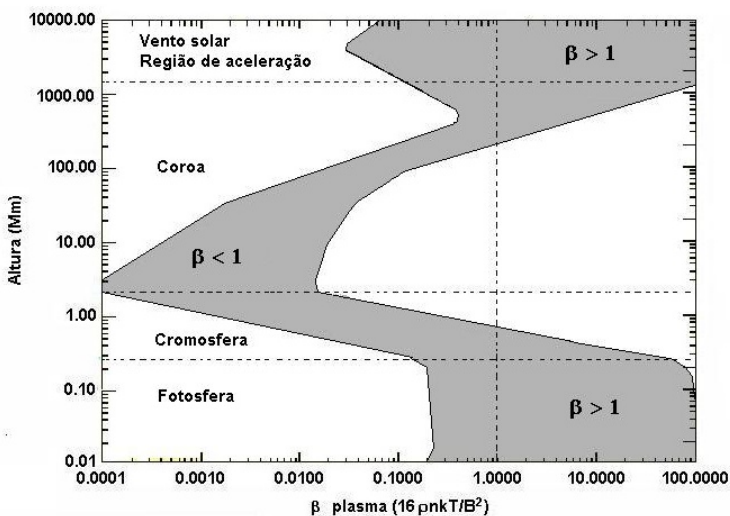


Figura 20 – Parâmetro β de plasma para as várias camadas da atmosfera solar, desde a fotosfera até a alta coroa onde há a região de aceleração do vento solar. (Fonte: Elaboração do autor, Adaptado de: Gary, 2001)

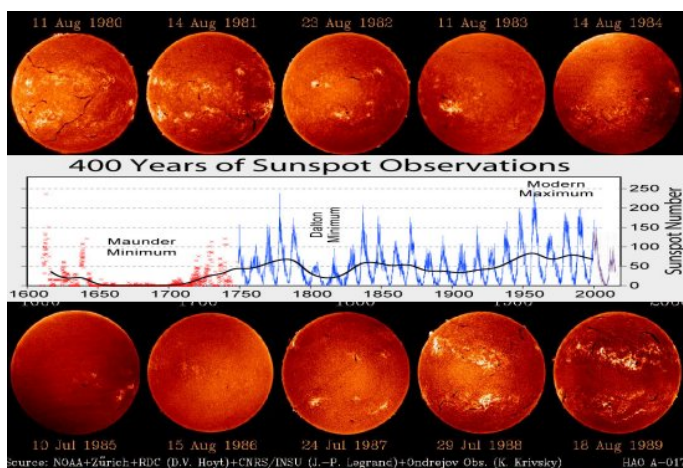


Figura 21 – Evolução dos Ciclos solares desde 1.600 (centro). As imagens do topo e de baixo representam aspectos do disco solar em diferentes épocas ao longo de um ciclo: de 1980 a 1989. (Fonte: <http://www.hao.ucar.edu:80/public>, http://www.wikiwand.com/en/Solar_cycle)

No início de um ciclo, manchas pequenas surgem em número reduzido em latitudes solares moderadas ($30^{\circ} - 50^{\circ}$). Durante a fase ascendente, as manchas 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. A partir do máximo, durante a fase de decaimento, ocorre decréscimo gradativo desse número enquanto o ciclo avança em direção ao novo mínimo. Nesta fase os grupos de manchas já se encontram muito próximo ao equador solar. A Figura 22 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”.

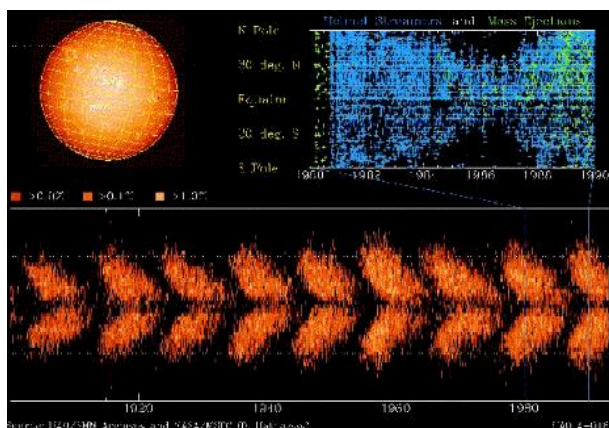


Figura 22 – “Diagrama Borboleta” mostrando as latitudes de surgimento das manchas solares ao longo de nove ciclos solares consecutivos. (Fonte: <http://www.hao.ucar.edu:80/public>)

Durante o máximo do ciclo, também cresce muito a ocorrência de fenômenos energéticos – explosões (ou “flares”) solares, ejeções de massa coronal (CME) e feixes de partículas energéticas – associados às regiões ativas e filamentos eruptivos. Além disso, também estão correlacionados com aumentos de irradiância solar total e fluxo rádio integrado (medido em 10.7 cm), como mostrado na Figura 23 para o período 1979 a 2013.

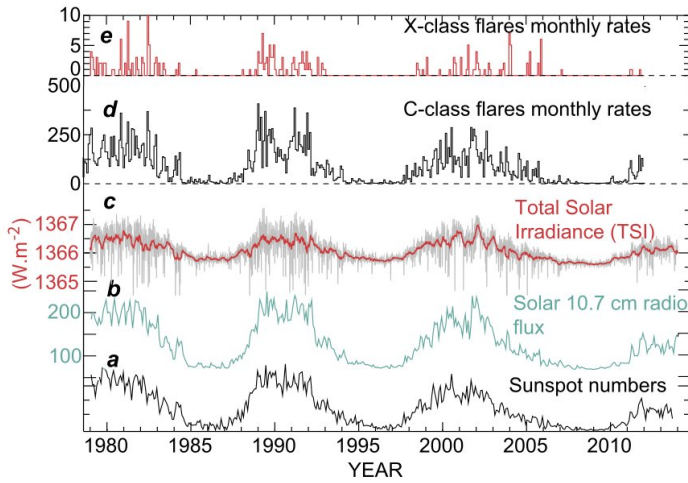


Figura 23 – Correlação de índices de atividade solar durante o período de 1979 a 2013. Na figura (a) Número de manchas solares, (b) média mensal do fluxo rádio em 10.7cm, (c) irradiância solar total, (d) taxa mensal de "flares" classe C, (e) taxa mensal de "flares" classe X. (Fonte: Balogh et al., 2014)

A explosão solar quando intensa ou extrema pode estar associada a CME, e conseqüentemente também à ocorrência das chamadas tempestades geomagnéticas. Entre os efeitos da atividade solar estão os prejuízos causados em: comunicações, sistemas de navegação e posicionamento, sistemas de fornecimento de energia, oleodutos, sistemas biológicos, bem como painéis solares, circuitos eletrônicos e órbita de satélites. Saliente-se 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.

Em 2023, o Sol encontra-se na fase ascendente do 25º ciclo de atividade. Pela tendência de evolução do ciclo, acredita-se que a fase de máximo seja atingida entre o ano de 2024 e o primeiro semestre de 2025.

5.7 Explosões – “flares” – solares

As explosões solares foram observadas pela primeira vez, em 1 de Setembro de 1859, paralelamente 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- α é mostrado na Figura 24.

A energia cinética/térmica liberada durante o “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 do gás e energização / aceleração de partículas – elétrons, prótons e íons mais pesados – presentes nos locais de liberação de energia e em sua vizinhança próxima.

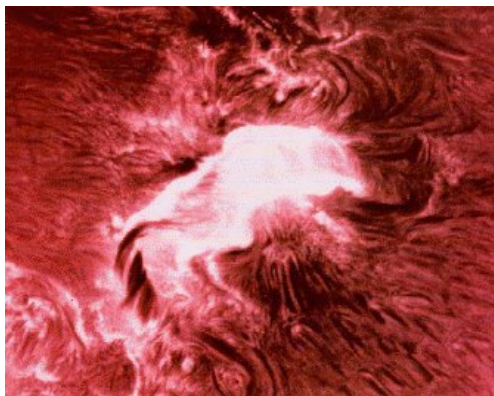


Figura 24 – Exemplo de “flare” solar observado no H- α
(Fonte: <http://www.hao.ucar.edu:80/public>)

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, estendendo-se desde ondas de rádio quilométricas até raios-X e raios-gama. 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. Quanto mais intensa a explosão maior a quantidade de radiação que gera.

Como mencionado na seção 4, a distensão, torção e sobreposição de partes de linhas de campo magnético, durante um período de dias, armazena energia no campo do interior de regiões ativas da atmosfera solar. Ao longo desse período, o armazenamento ocorre numa condição de equilíbrio entre as pressões cinética e magnética e as linhas de campo encontram-se aprisionadas pelo gás. Quando repentinamente ocorre o rompimento de parte da estrutura de arcos do campo magnético de uma região ativa, e como consequência uma sucessão de episódios de reconexão das linhas de campo para a formação de uma configuração de campo mais simples e estável, a energia existente no volume do campo que sofreu a reconexão é liberada provocando a explosão (“flare”) solar. A energia liberada aquece o gás, acelera partículas e produz ondas.

Além da radiação eletromagnética, feixes de partículas energéticas e ondas que podem ser gerados, uma explosão solar também pode estar associada à expulsão de grandes quantidades de matéria, na forma de uma nuvem de gás magnetizada, 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 – e também pode ocorrer dissociado de qualquer explosão solar.

Deve ser ressaltado que as emissões UV e raios-X das explosões são muito eficientes na ionização da ionosfera terrestre. Por ocasião das explosões solares, principalmente aquelas de moderada e

grande intensidades, a ionosfera aumenta sua ionização em várias ordens de grandeza, podendo levar até a um “blecaute” nas radiocomunicações terrestres, entre outros efeitos possíveis.

Algumas explosões solares também estão associadas à ocorrência das chamadas tempestades magnéticas na Terra (geomagnéticas). Essas tempestades são produzidas por algum CME que esteja associado a uma explosão solar. Além disso, um CME dissociado de qualquer explosão também pode ser causador de uma tempestade geomagnética. Quando muito intensos, esses fenômenos causam grande perturbação na magnetosfera terrestre, podendo até mesmo provocar um “blecaute” de energia. Uma explosão solar pode apresentar até 4 fases distintas, como mostrado na Figura 25. A descrição destas fases é apresentada na seção 14.

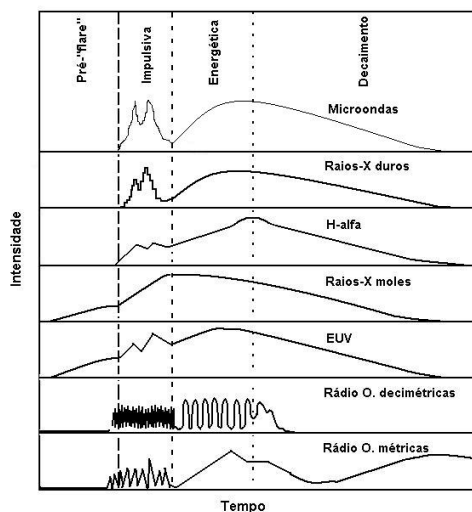


Figura 25 – Diagrama mostrando as possíveis fases de uma explosão ou “flare” solar. (Fonte: Elaboração do autor)

Não é possível ver uma explosão solar olhando para o Sol. JAMAIS DEVEMOS OLHAR DIRETAMENTE PARA O SOL, SEJA A OLHO NU, POR MEIO DE BINÓCULO OU POR TELESCÓPIO, SEM A DEVIDA PROTEÇÃO DE UM FILTRO ATENUADOR 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 com filtro de proteção 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.

Em adição, deve ser mencionado que em casos raros uma explosão ou “flare” pode ocorrer distante e dissociado de uma região ativa. Neste caso, é designado como “Hyder flare” - devido à descrição de Charles Hyder sobre o mecanismo responsável pela geração do fenômeno - e tem sua origem no repentino desaparecimento de um longo filamento solar escuro. A aparência do fenômeno pode variar de uma linha de pontos brilhantes, em um ou ambos os lados do filamento, até “flare” de único ou duplo cordão brilhante (o chamado “ribbon flare” ou “two ribbon flare”) paralelo(s) ao traçado do filamento, em um ou ambos lados do mesmo (Hyder, 1967).

Os “Hyder flares” mais fortes são menos intensos e normalmente atingem o pico de intensidade mais lentamente (30-60 minutos) do que os “flares” gerados em regiões ativas, e podem durar por várias horas. Além disso, geralmente estão dissociados de partículas energéticas solares e ejeções de massa coronal (CME), embora um caso tenha sido observado em associação com ambos. Em correlação com o observado no visível, as emissões associadas em raios-X e micro-ondas (rádio) normalmente são de longa duração e classificadas como tipo “subida e decaimento graduais” ou GRF.

A partir do trabalho de Hyder, acredita-se existam filamentos estáveis ou desativados no interior e ao longo de sulcos magnéticos. O desaparecimento abrupto desses filamentos é devido à reconfi-

guração do campo magnético onde, dentro de um período de dezenas de minutos, o sulco se torna uma crista magnética e, de acordo com Hyder, parte ou a maior parte do material do filamento – gás mais frio – desce pelas bordas da crista e interage com o material da cromosfera mais baixa gerando o “flare”. Este se apresenta com aspecto de duplo cordão brilhante, caso o processo de queda seja simétrico, e cordão único no caso assimétrico. Caso a descida do material seja esporádica ou o material descendente seja insuficiente serão criados apenas nós brilhantes do “flare”.

Na realidade, ainda não se sabe ao certo o que produz um “flare” e ejeções de massa coronais (CME), apresentados na próxima seção.

5.8 Ejeções de massa coronais (CME)

Tratam-se de nuvens de centenas de milhares a bilhões de toneladas de matéria, carregando 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 26). Normalmente, 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 encontra-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 pode ocorrer até uma dezena de 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. As mais energizadas geram feixes de partículas energéticas altamente ionizantes e nocivas a missões tripuladas. A Figura 27 mostra uma comparação das dimensões de uma CME.

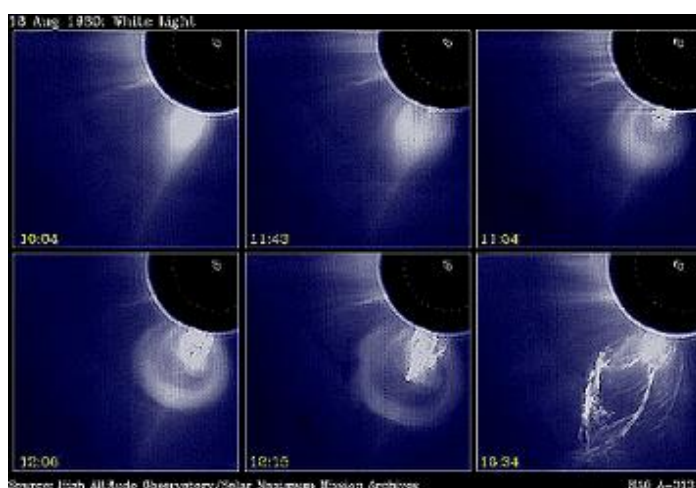


Figura 26 – Sequência de imagens mostrando a ocorrência de uma CME típica com frente de choque, vão e filamento. (Fonte: High Altitude Observatory/Solar Maximum Mission Archives).

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.

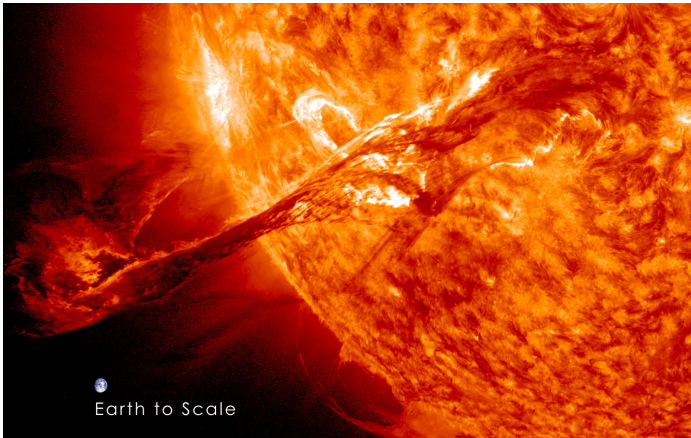


Figura 27 – Dimensão do estágio inicial da Ejeção de Massa Coronal (CME) de 31 de agosto de 2012 em comparação com a Terra. (Fonte: AIA/SDO-NASA)

5.9 Relações Sol–Terra (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 energéticas e o vento solar também têm implicações importantes para a compreensão e a previsão dos efeitos da atividade solar na Terra e espaço.

É importante salientar a escala de tempo na qual esses vários fenômenos deverão atingir o ambiente terrestre. Iniciando pelo “flare”, ou explosão solar como é mais conhecido, 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, principalmente, aqueles produzidos por CMEs energéticas. 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 > 900 km/s podendo atingir a Terra tanto após dois dias quanto até uma semana depois.

A seguir descrevemos algumas perturbações, influências, danos e riscos causados por esses fenômenos no ambiente terrestre. E, em particular, alguns dos principais efeitos que causam também nos sistemas/serviços tecnológicos que servem ao ser humano.

5.9.1 Efeitos do clima espacial no ambiente terrestre

A radiação eletromagnética emitida pelas explosões / “flares” 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, do lado iluminado da Terra, no caso de um fenômeno severo. Outros efeitos também importantes são as perturbações de sistemas de posicionamento e navegação.

O vento solar, perturba o ambiente terrestre principalmente de duas formas: deformação da magnetosfera e geração de 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” na distribuição de energia. A onda de choque das CME mais energizadas gera um feixe de partículas energéticas. Essas partículas podem danificar equipamentos eletrônicos de satélites e espaçonaves, bem como irradiar astro-

nautas 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 feixes 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 perigoso 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”, visando da melhor forma possível prever sua ocorrência com antecipação suficiente, no intuito de se evitar ou minimizar tudo o que causam.

5.10 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 900 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 28.

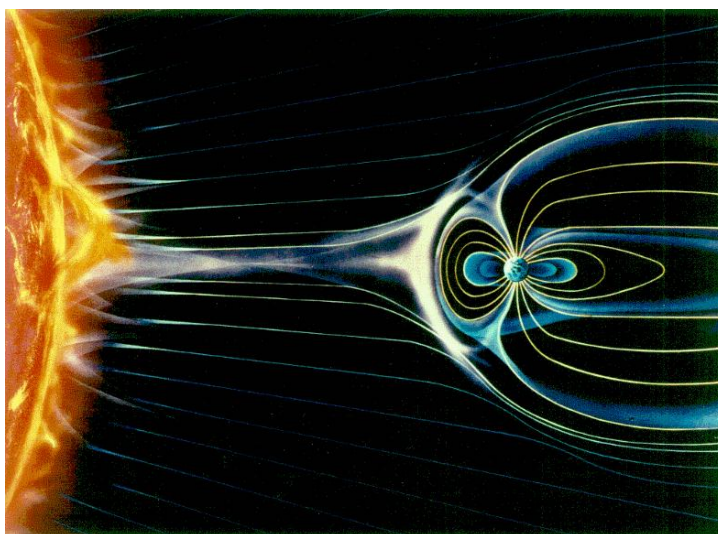


Figura 28 – Vento solar e sua interação com a magnetosfera terrestre. A ação do vento solar pressiona a magnetosfera em direção ao espaço exterior. (Fonte: NASA)

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 29 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 em diversos padrões difusos. Este fenômeno pode ser observado a olho nu de altas a moderadas latitudes terrestres, com as designações de boreal, no hemisfério Norte, e austral, no hemisfério Sul.



Figura 29 – Duas fotos de auroras obtidas em altas latitudes durante o período de máximo do ciclo solar 23. (a) Aurora de 20/03/2001; (b) Aurora de 17/04/2001. (Fonte: <http://www.spaceweather.com>)

5.11 Espectro solar

O espectro da luz solar nos fornece várias informações. Inicialmente, sabendo que átomos e moléculas absorvem luz em comprimentos de onda específicos, a partir da análise da luz solar - comprimento de onda das linhas de absorção ou emissão – por meio de um instrumento chamado espectroscópio, podemos identificar quais os elementos químicos que estão presentes no Sol. Outras informações que podem ser obtidas são 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 60.000 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 respectiva síntese de Hélio e elementos mais pesados.

A Figura 30 mostra o espectro solar dentro da banda da luz visível (3850 – 6900 Å), em preto e branco. As linhas de absorção (escuras) de alguns elementos estão indicadas na Figura, como por exemplo H- α , H- β , H- γ , H- δ (do H), e linhas do Na, Ca, Mg e Fe. Já a Tabela 2 apresenta uma relação de várias linhas observadas no espectro solar na faixa do ultravioleta (UV) e ultravioleta extremo (EUV), bem como o contínuo do visível na fotosfera para comparação. 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. As linhas espectrais dos elementos e respectivos comprimentos de onda estão ordenados de forma tal que, de cima para baixo, percorremos a atmosfera solar da coroa para a fotosfera.

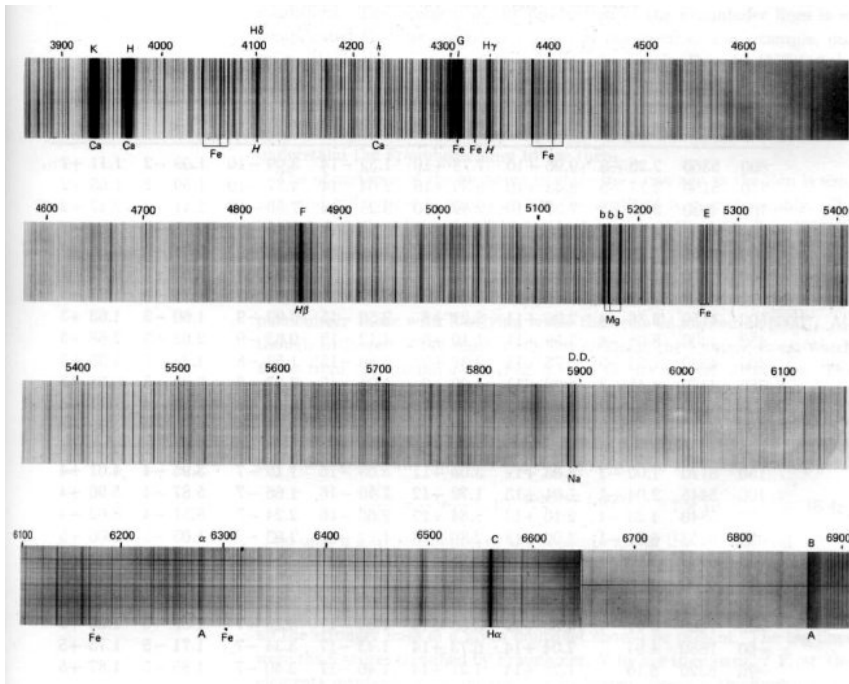


Figura 30 – Espectro solar na banda de comprimentos de onda da luz visível (dentro da faixa de 3850 – 6900 Å– 6900 Å).

As figuras 31, 32 e 33 exibem o Sol de 09 de fevereiro de 2023 – fase ascendente do 25º ciclo de atividade solar – em intensidade, magnetograma, dopplergrama e nove comprimentos de onda diferentes do ultravioleta (UV) e ultravioleta extremo (UVE). Em ordem crescente de comprimentos de onda, são eles: 94 Å, 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å, 304 Å, 335 Å, 1600 Å e 1700 Å (<https://sdo.gsfc.nasa.gov/data/>).

Tabela 2 – Linhas espectrais de íons de elementos no espectro solar UV e UVE

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

Ainda a título de informação, em 1995 foi identificada, no espectro solar infravermelho de uma mancha solar escura, uma linha de absorção da molécula de água, indicando a presença dessa molécula na atmosfera solar na forma de vapor (Wallace et al., 1995). A presença de outras moléculas também foi identificada na baixa atmosfera solar, inclusive moléculas orgânicas como monóxido de carbono (Sinha e Tripathi, 1990).

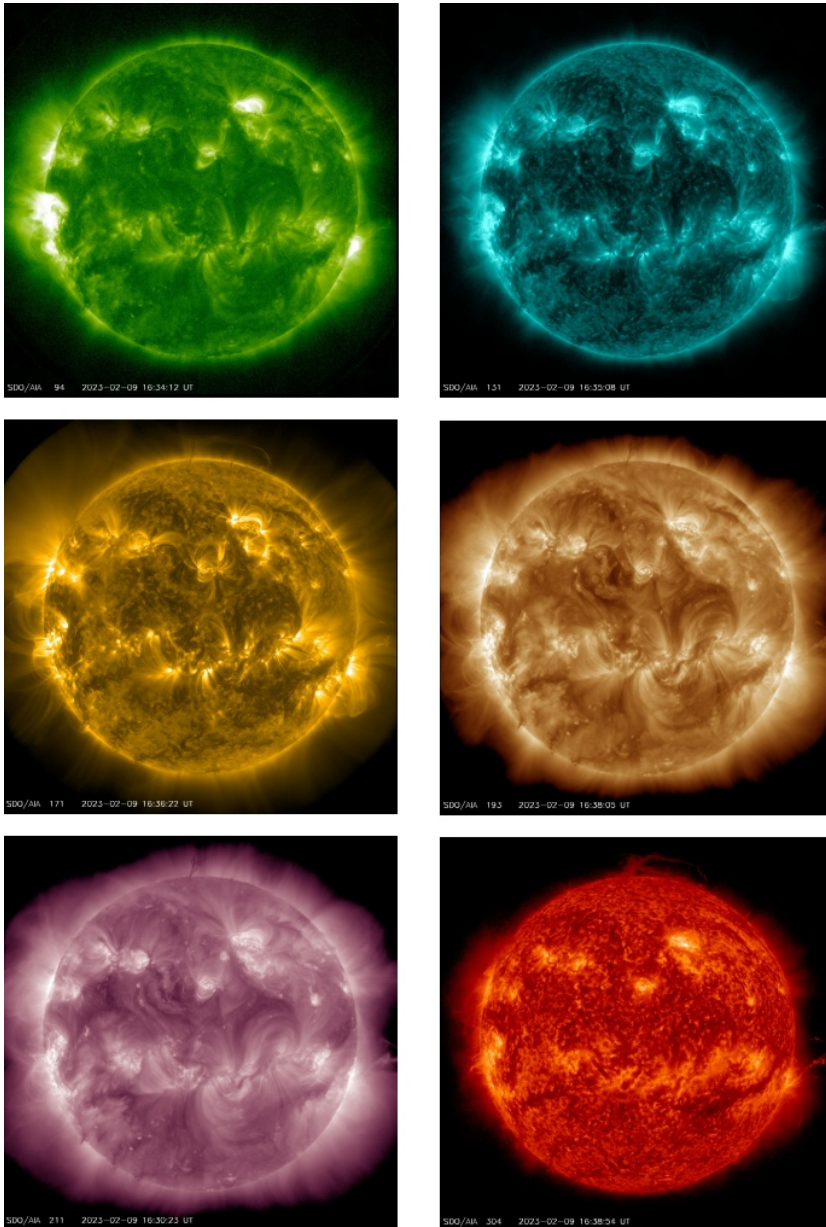


Figura 31 – Imagem da coroa solar, de 09 de fevereiro de 2023, em seis comprimentos de onda diferentes – da esquerda para direita e de cima para baixo, respectivamente, 94 Å, 131 Å, 171 Å, 193 Å, 211 Å e 304 Å. (Fonte: <https://sdo.gsfc.nasa.gov/data/>)

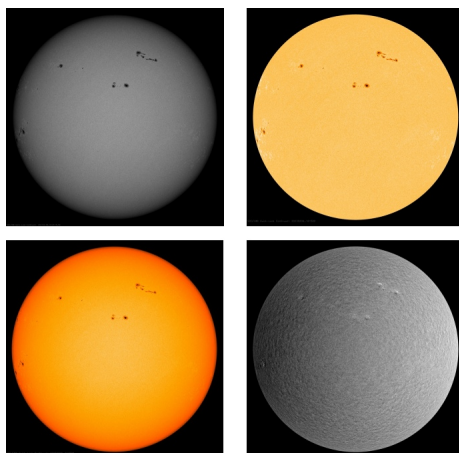


Figura 32 – Imagem solar, de 09 de fevereiro de 2023 – da esquerda para direita e de cima para baixo, respectivamente, intensidade na luz visível em níveis de cinza, intensidade colorido estratificado em níveis discretos, intensidade colorido contínuo, e dopplergrama solar. (Fonte: <https://sdo.gsfc.nasa.gov/data/>.)

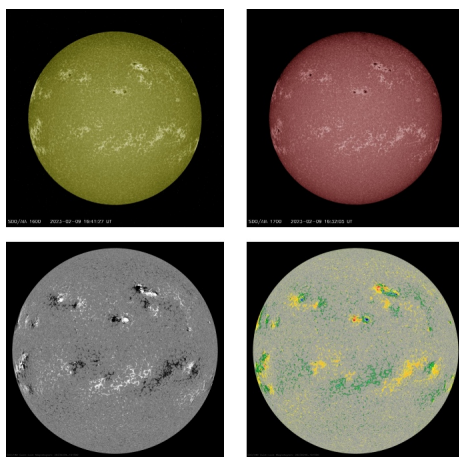


Figura 33 – Imagem solar, de 09 de fevereiro de 2023 – da esquerda para direita e de cima para baixo, respectivamente, 1600 Å, 1700 Å, magnetograma em níveis de cinza e magnetograma colorido. (Fonte: <https://sdo.gsfc.nasa.gov/data/>.)

5.12 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 três 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 34.

Como visto na subseção 2, a energia solar é produzida à custa da conversão de H em He^4 e elementos mais pesados. 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 sendo gerados, bem como as respectivas alterações de temperatura (T), pressão (P) e densidade (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 solar, 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.

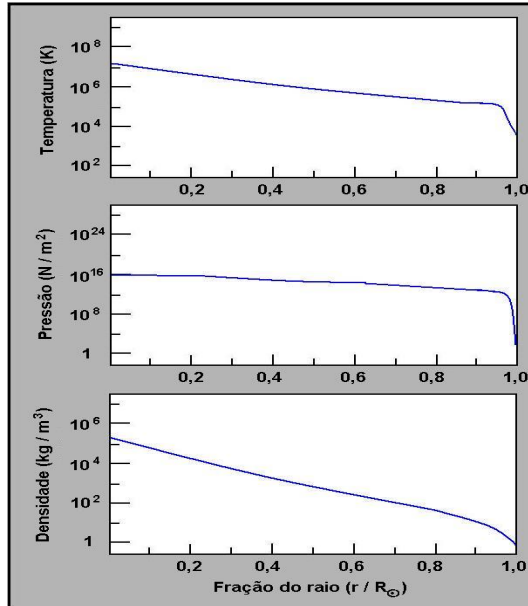


Figura 34 – Modelo solar aproximado mostrando, de cima para baixo, os perfis estimados de Temperatura, Pressão e Densidade com a profundidade no interior solar desde o centro até a “superfície”. (Fonte: Autor, adaptado de Green e Jones, 2004)

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.

5.13 Emissão solar na banda de ondas de rádio

O Sol é um astro que emite num amplo espectro, desde ondas de rádio até raios-X. A emissão solar em rádio pode ser subdividida em três componentes, a componente de Sol “calmo”, a componente “lentamente variável” e aquela de Sol ativo. O que determina como o Sol se apresenta são os parâmetros do plasma (T , N_e e B) e o mecanismo de radiação que gera a emissão rádio (livre-livre, girorressonante, girossíncrotron e emissão de plasma). Na atmosfera solar em geral, incluindo as regiões ativas, a densidade cai com a altura. Pode-se identificar o mecanismo de emissão dominante em função da altura na atmosfera solar a partir da Figura 35. Subindo pela atmosfera solar, a partir da base da fotosfera, as emissões girorressonante do 3^o – 4^o harmônicos da girofrequência, e girossíncrotron de harmônicos maiores, originam a emissão rádio até cerca de 10^4 km, o que corresponde à cromosfera e baixa coroa. Dessa altura para cima, o “bremsstrahlung” se torna mais importante, até dezenas de milhares de quilômetros onde a emissão de plasma passa a competir de forma importante, até que na alta coroa, a partir de centenas de milhares de quilômetros esta última se torna predominante. Os perfis de temperatura e densidade na atmosfera solar são apresentados na Figura 36.

É importante observar que como duas frequências naturais e características da atmosfera solar – frequência de plasma e girofrequência – encontram-se na banda rádio, essa emissão torna-se muito importante para o diagnóstico dos parâmetros físicos do meio, principalmente densidade e campo magnético.

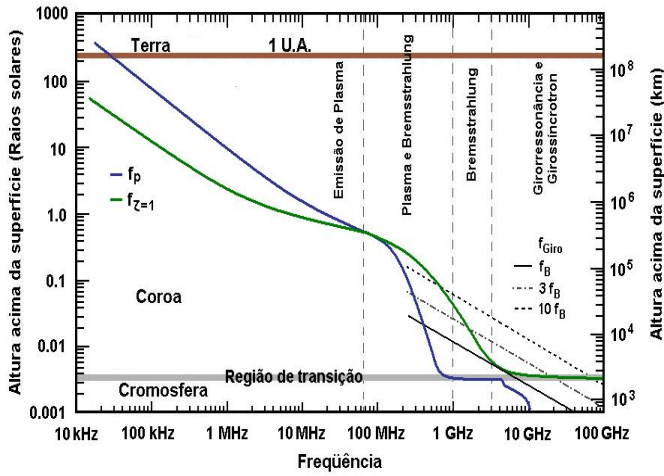


Figura 35 – Emissão rádio solar em função da altura acima da base da fotosfera. Estão delineados os perfis da frequência de plasma (F_p), da frequência no nível de profundidade óptica unitária ($F_{\tau=1}$) e dos níveis do fundamental, 3º. e 10º. harmônicos da girofrequência (F_{Giro}). (Fonte: Autor, adaptado de <https://web.njit.edu/~gary/728/Lecture10.html>)

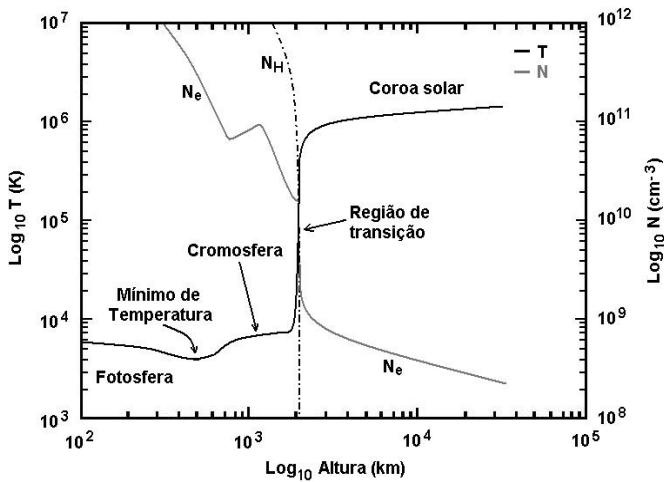


Figura 36 – Perfis de temperatura e densidade em função da altura na atmosfera solar (Fonte: Autor, adaptado de Fontenla et al. 1990, Modelo FAL-C; e Gabriel, 1976)

5.13.1 Emissão de Sol “calmo” e da “componente de variação lenta”

Na época de mínimo do ciclo de atividade solar, a componente de Sol “calmo” domina a emissão solar até frequências tão baixas quanto 300 MHz ou maiores pois, abaixo dessa frequência a emissão de fundo galáctica domina. Nessa época, a fotosfera solar se apresenta como um disco de brilho uniforme e contínuo, sem a presença das manchas ou grupos de manchas solares que caracterizam o período de atividade do ciclo. Como consequência, a ausência de manchas ou seus grupos na fotosfera se reflete na ausência de suas projeções como arcos magnéticos e regiões ativas na atmosfera solar. A emissão solar em rádio característica dessa época é gerada por *bremsstrahlung* “livre-livre”. A componente cromosférica é dominante nas altas frequências de micro-ondas ($f > 20$ GHz), bem como em ondas milimétricas, pois a coroa torna-se opticamente fina, e a estrutura de rede cromosférica se torna evidente por meio de observações de alta resolução espacial ($\leq 10''$ de arco).

Quando o Sol não se encontra no mínimo de seu ciclo de atividade é frequente a presença de manchas ou grupos de manchas na fotosfera e os correspondentes arcos magnéticos ou regiões ativas na atmosfera solar. Essa presença se traduz num excesso de emissão solar em rádio, relativamente à componente de Sol “calmo”, a qual é designada por componente “lentamente variável”. Essa componente se refere à contribuição integrada de todas as regiões ativas presentes na atmosfera solar, a qual se soma à emissão de Sol “calmo”. As regiões ativas da baixa coroa emitem na faixa de micro-ondas pelo processo de girorressonância de elétrons com uma distribuição térmica correspondente a um plasma de 10^6 K. Isto porque, acima de 1-2 GHz, a emissão “livre-livre” torna-se progressivamente opticamente fina enquanto a contribuição girorressonante de locais de campo magnético intenso (> 400 G) passa a predominar. A designação de “lentamente variável” se justifica pois reflete tanto o surgimento ou crescimento de uma, ou mais, regiões ativas, quanto

o desaparecimento ou decaimento de uma, ou mais regiões, bem como ambos simultaneamente, a partir disco solar visível, numa escala de dias. Nos referimos ao disco visível, ou dianteiro, porque o Sol possui também seu lado oculto, ou traseiro, o qual permanece inacessível a partir da Terra.

Além destas duas componentes da emissão solar em rádio, existe uma terceira componente apresentada na próxima sub-seção, a componente de Sol “ativo”.

5.13.2 Emissão de Sol “ativo”

Por sua vez, a emissão correspondente à componente energética de Sol “ativo”, ou os “flares” e “bursts”, se apresenta sobrepondo tanto a emissão da componente “calma” quanto da componente “lentamente variável” proveniente da presença de regiões ativas na atmosfera solar. Trata-se de qualquer abrilhantamento observado na emissão solar, acima destas, com uma variabilidade temporal relativamente curta, de dezenas de segundos a poucas horas. Existe um pouco de confusão nas designações “flare” e “burst” para o fenômeno observado. São usadas se referindo ao mesmo fenômeno, embora sejam discriminantes relativamente à faixa do espectro na qual o fenômeno é observado. Historicamente, “flare” corresponde à emissão na luz visível desde as observações de Carrington e Hodgson em 1^o de setembro de 1859, data do descobrimento do fenômeno. Enquanto isso, “burst” se refere à emissão do fenômeno observada em outras bandas espectrais, como por exemplo rádio a partir da década de 50 do século XX, ou mais recentes em outras bandas espectrais. Na prática, as designações deveriam ser unificadas ou usadas indistintamente com relação à região do espectro. Daqui em diante no texto designaremos “flares” e “bursts” como FB.

Deixando de lado casos específicos da emissão de FB, em geral a forma como o aumento de emissão pode se apresentar varia desde uma ligeira elevação do nível de emissão, geralmente correspon-

dente a uma emissão térmica, até uma elevação de poucas milhares de vezes em intervalos de segundos ou menos. Além disso, emissão girorressonante também pode ser observada, uma vez que o fenômeno se origina nas regiões ativas da atmosfera solar, as quais se mostram na forma de arcos magnéticos.

Dependendo do local onde se origina, a emissão rádio pode ser produzida pelos seguintes mecanismos: girorressonante, girosíncrotron, “bremsstrahlung” livre-livre e emissão de plasma. Os dois primeiros se referem à radiação gerada pelo movimento dos elétrons em torno das linhas de campo no interior dos arcos magnéticos da atmosfera solar. O que os diferencia é a distribuição em energia das partículas. Os elétrons com uma distribuição térmica geram emissão pelo mecanismo de girorressonância, enquanto que a emissão girosíncrotron, na faixa do 10^0 ao 100^0 harmônicos da girofrequência, é característica de uma distribuição energética não-térmica de elétrons moderadamente relativísticos (acima de 20 keV até poucos MeV).

A partir do local de liberação de energia, as partículas aceleradas formam feixes com uma distribuição espacial de velocidades. Normalmente essa distribuição é bem isotrópica mas, em determinados casos, pode apresentar alguma anisotropia favorecendo o aprisionamento das partículas no campo magnético do topo dos arcos ou sua precipitação para as partes mais baixas e densas dos arcos. As partículas com velocidade possuindo um ângulo menor do que determinado ângulo crítico mínimo – “pitch angle” – em relação à direção das linhas de campo do arco magnético, viajam ao longo dele em direção às suas partes mais baixas e mais densas ou mais altas e menos densas do arco magnético. No primeiro caso, as partículas se precipitam em direção aos chamados “pés” do arco magnético, onde perdem praticamente toda sua energia quase instantaneamente, gerando RX duros por “bremsstrahlung”. Já as partículas que viajam para as partes mais altas e menos densas geram ondas de rádio, inicialmente pelo mecanismo “bremsstrahlung” e, em seguida pelo mecanismo de emissão de plasma. Tudo isto con-

siderando as condições ideais de continuidade e isotropia do meio, além de um modelo conhecido que represente bem a variação de densidade com a altura na coroa solar.

Por outro lado, as partículas energéticas com distribuição espacial de velocidade além do ângulo crítico mínimo, com relação à direção das linhas de campo, não conseguem se precipitar ao longo do arco magnético ficando “aprisionadas” pelo seu campo, e assim passam a espiralar em torno dessas linhas gerando ondas de rádio pelo mecanismo girossíncrotron, quando moderadamente relativísticas. Partículas menos energéticas espiralando geram emissão giroressonante em baixos ($2^{\circ} - 4^{\circ}$) harmônicos da girofrequência, enquanto aquelas mais energéticas, altamente relativísticas, geram emissão síncrotron num contínuo do espectro de elevados harmônicos. A emissão no fundamental da girofrequência é observada apenas em condições muito particulares pois o meio local apresenta forte auto-absorção. E além disso, a emissão típica de FB se origina de elétrons moderadamente relativísticos, aqueles altamente relativísticos e sua respectiva emissão síncrotron são raros neste fenômeno.

5.14 Características de “FB”

A partir da liberação da energia armazenada, como consequência da reconexão magnética ocorrida na região ativa, são observados um abrilhantamento e também emissão de radiação eletromagnética num amplo espectro (desde ondas de rádio km até raios-X/gama). O abrilhantamento evidencia o aquecimento do gás gerado pela energia liberada, correspondente à componente térmica da emissão, enquanto a radiação eletromagnética é o resultado da interação dos feixes de partículas energizadas (aceleradas) com o meio circundante ao longo da extensão dos arcos, caracterizando a emissão de natureza não-térmica.

O fenômeno do FB pode apresentar até 4 fases durante sua manifestação, como já mostrado anteriormente na Figura 25, sendo que a fase impulsiva é observada em 90% dos casos (Benz, 2017).

Um FB pode se iniciar com uma fase precursora ou pré-“flare”, alguns minutos antes da fase impulsiva, que caracteriza o período em que a liberação de energia é ativada. Neste estágio, no local de ocorrência do fenômeno na região ativa, o plasma coronal se aquece lentamente e torna-se visível a partir da emissão que se apresenta em raios-X moles e ultravioleta extremo (UVE). Às vezes emissões de natureza não-térmica também se apresentam, em locais diferentes daqueles nos quais são observadas em estágios posteriores do fenômeno.

Em seguida, pode ocorrer a fase impulsiva, que pode ter duração de até algumas dezenas de minutos. Nesta fase, um grande número (até 10^{38}) de partículas – principalmente elétrons, mas também prótons e íons positivos – são energizados até energias de poucos Mega elétron-Volt (MeV). É nesta fase que ocorre a maior e mais rápida liberação de energia, a qual se estende por um amplo espectro, e é comum a observação de emissões apresentando boa correlação em intensidade e tempo em micro-ondas e raios-X duros, embora em locais distintos dos arcos magnéticos da região ativa. A emissão em micro-ondas é registrada nas partes superiores e pernas dos arcos, na coroa, enquanto os raios-X duros se apresentam nos pés dos arcos, já no nível cromosférico. Parte das partículas energizadas permanece aprisionada nas partes superiores dos arcos gerando rádio.

Durante a fase energética que segue, denominada assim pelo “rápido” aumento da intensidade e largura da linha em H- α , a energia se distribui mais, é liberada mais lentamente e manifesta-se em pulsações na banda decimétrica. É quando as emissões de origem térmica em H- α e raios-X moles atingem sua intensidade máxima.

Por fim, pode se apresentar a fase de decaimento quando o plasma coronal tende a retornar aproximadamente a seu estado original, com exceção da alta coroa ($> 1,2$ raios solares) onde reconfi-

guração do campo magnético, ejeções de massa e ondas de choque mantém a energização de partículas. Isto provoca explosões de rádio na banda de ondas métricas e feixes de partículas energéticas se propagando e interagindo pelo meio interplanetário.

FB muito energéticos podem ser observados até em luz branca. Esse tipo de emissão foi observado em boa correlação espacial e temporal com a emissão em raios-X duros (Watanabe et al., 2010) o que sugere uma origem em feixes de partículas energéticas o suficiente (> 40 keV) para atingir e interagir com a cromosfera solar. Além disso, existem evidências de que “flare ribbons” observados em H-alfa também possuem origem em feixes de elétrons energéticos (Druett et al., 2017). Outros estudos (Li et al., 1997) sugerem ainda que mesmo a emissão em raios-X moles, quando proveniente das partes mais baixas dos arcos magnéticos, pode ser produzida por elétrons não-térmicos de energia mais baixa, seja aqueles acelerados na alta coroa ou acelerados localmente na parte mais baixa das pernas dos arcos.

As emissões registradas em micro-ondas e raios-X duros frequentemente se apresentam com boa correlação em tempo e intensidade. Isso indica que se originam de uma mesma população de elétrons energéticos, embora sejam produzidas em locais distintos dos arcos magnéticos e por processos de emissão específicos. A emissão rádio em micro-ondas de frequências mais baixas se apresenta mais difusa e concentrada próximo ao topo dos arcos, enquanto isso frequências mais altas são registradas das pernas dos arcos e apresentam um caráter mais compacto.

Por sua vez, os raios-X duros são registrados como fontes muito compactas nas partes mais baixas e densas dos arcos magnéticos, correspondendo à alta cromosfera / região de transição. Enquanto os raios-X duros são produzidos por “bremsstrahlung” de elétrons energéticos interagindo com a alta densidade de íons positivos, presentes nas partes inferiores dos arcos magnéticos, o mecanismo responsável pela emissão rádio, em micro-ondas, é o girossíncrotron de elétrons, moderadamente relativísticos, espiralando em torno

das linhas de campo das partes superiores e pernas dos arcos magnéticos. Nesses locais a densidade do plasma é bem menor do que na parte mais baixa das pernas dos arcos mas, o campo magnético é forte o suficiente para forçar a aceleração das partículas e consequentemente produzir a emissão de rádio.

5.15 Importância das pesquisas científicas sobre o Sol

Nossos ancestrais sempre compreenderam a importância do “Astro-rei” para a vida no planeta. O ser humano continua os estudos sobre o Sol para entender como atua, que variações apresenta e como essas variações afetam sua vida. Sua luminosidade varia em escalas de milissegundos a bilhões de anos mas, como tudo isso nos afeta ainda é assunto de pesquisas.

Como mencionado anteriormente, o Sol produz vento, explosões / “flares”, ejeções de massa coronais e feixes de partículas energéticas ionizantes, os quais influenciam, perturbam, causam danos e até riscos no ambiente terrestre e sistemas/serviços tecnológicos sensíveis, bem como ao próprio ser humano. E, devido a nossa crescente dependência desses sistemas/serviços, torna-se cada vez mais necessário prever a ocorrência desses fenômenos bem como de suas características.

Por outro lado, se constitui na estrela mais próxima o que nos permite fazer investigações estelares mais detalhadas, tanto de seu interior quanto atmosfera, e assim conhecer um pouco melhor sobre o Universo. Permite também acompanhar sua evolução e se ter uma ideia melhor da evolução das estrelas em geral, e até de vários processos físicos que ocorrem no Universo e podem ser investigados com maiores detalhes no Sol.

Em adição, existe muita interação entre os pesquisadores solares e outras áreas de pesquisa científica pois, o Sol pode ser conside-

rado como um gigantesco laboratório onde ocorrem muitos processos irreprodutíveis nas escalas de laboratório, por exemplo a fusão de núcleos de elementos leves como H e He para formação de elementos mais pesados e produção de energia.

Por fim, como as atividades humanas estão cada vez mais dependentes de tecnologias modernas e os produtos dessas tecnologias são extremamente sensíveis à atividade solar e seus efeitos associados, as atividades humanas são direta ou indiretamente impactadas pelos efeitos da atividade solar. Então, por questão de segurança, saúde e manutenção das atividades humanas, é muito importante a investigação científica das origens e natureza dos fenômenos solares explosivos e da atividade solar, e seus possíveis efeitos, com o intuito de minimizar os prejuízos que causam nas atividades humanas.

5.16 Algumas questões de pesquisa sobre o Sol

Mesmo sendo a estrela mais próxima e tendo sido investigada intensivamente por um bom tempo, o Sol ainda guarda muitos mistérios a serem desvendados.

A ciência evolui aos poucos, e assim muito sobre o Sol foi descoberto ou pelo menos observado e conhecido. Embora em muitos aspectos ainda não existam respostas definitivas. Entre muito do que ainda não é sabido ou compreendido sobre essa nossa estrela, podemos enumerar algumas questões que são matéria de pesquisa atual ou pelo menos que ainda se encontram na lista do desconhecido. Assim, mencionamos as seguintes:

- Origem do aquecimento coronal;
- O que diferencia os “flares” que ocorrem fora de regiões ativas (“Hyder flares”);
- Mecanismo(s) de energização de partículas durante os “flares”;

- O que causa a dinâmica (torção, estiramento, sobreposição) de linhas de campo para o armazenamento de energia em regiões ativas da atmosfera solar;
- Por que surgem os buracos coronais;
- Como o vento solar interage com o meio interplanetário;
- Como se distribuem os elementos mais pesados que o H que são sintetizados no núcleo solar – em camadas ou misturados com o H e os demais;
- A abundância dos elementos é uniforme a partir do núcleo até a superfície ou varia de uma forma específica.

Finalmente, este capítulo é apenas um vislumbre da riqueza e mistérios que o Sol nos apresenta. Está muito distante de um material completo e detalhado. O intuito é agregar adições gradativamente no futuro, em uma nova versão, para aos poucos complementá-lo. Para questões referentes a este capítulo, remetê-las ao endereço: jr.cecatto@inpe.br. Procurarei responder o mais breve possível.

Referências

Balogh, A., Hudson, H.S., Petrovay, K., von Steiger, R. Introduction to the Solar Activity Cycle: Overview of Causes and Consequences. *Space Sci Rev* (2014) 186:1-15.

Benz, A.O. Flare Observations. *Living Rev. Sol. Phys.* v. 14, 2, 2017.

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*, v. 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*, v. 375, 591, 2001.

Druett, M.; Scullion, E.; Zharkova, V.; Matthews, S.; Zharkov, S.; Van der Voort, L.R. *Nature Communications*, DOI: 10.1038/ncomms15905, 2017.

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

Fontenla, J.M., Avrett, E.H., & Loeser, R. *ApJ*, 355, 700, 1990.

Gabriel, A.H. *Phil.Trans.R.Soc.*, 281, 399, 1976.

Gary, G.A. Plasma beta above a solar active region: rethinking the paradigm. *Solar Physics*, v. 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.

Hyder, C.L. A phenomenological model for disruptions brusques followed by flarelike chromospheric brightenings. *Solar Physics*, v. 2, 49, 1967.

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*, v. 147, 207, 1993.

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

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

Li, P.; McTiernam, J.M.; Emslie, A.G. Theoretical Study of the Spatially Resolved Soft X-ray versus Hard X-ray Relationship in Solar Flares. *The Astrophysical Journal*, v. 491, 395, 1997.

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.

Nindos, A. In: *Frontiers in Astronomy and Space Science*, v. 7(57), pp. 1-28, 2020.

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. Radio-Frequency Energy from the Sun. *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.

Sinha, K., Tripathi, B.M. On ionized molecules in the solar atmosphere. *Bulletin of Astronomical Society of India, Bulletin*, 18, pp. 33-78, 1990. From September 24 to September 27, the Sun generated 10 CME, and in the last 24 h the Sun has generated low-intensity (C-class) activity.

Spiegel, E.A.; Zahn, J.-P. *Astronomy & Astrophysics*, v. 265, pp. 106-114, 1992.

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

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

Wallace, L., Bernath, P., Livingston, W., Hinkle, K., Busler, J., Guo, B., Zhang, K. Water on the Sun. *Science*, v. 268(5214), pp. 1155-1158, 1995.

Watanabe, K., Krucker, S., Shimizu, T., Masuda, S., Ichimoto, K. G-band and Hard X-ray Emissions of the 2006 December 14 Flare Observed by Hinode/SOT and RHESSI. *The Astrophysical Journal*, v. 715, 651, 2010.

Wild, J.P.; Smerd, S.F.; Weiss, A.A. Solar Bursts. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 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*, v. 298, 911, 1985.

Zhao, J.; Bogart, R.S.; Kosovichev, A.G.; Duvall Jr., T.L.; Hartlep, T. Detection of equatorward meridional flow and evidence of double-cell meridional circulation inside the Sun. *The Astrophysical Journal*, v. 774, L29 (6pp), 2013.

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



6. Formação de Estrelas

José Williams Vilas Boas

6.1 Introdução

As tentativas mais antigas para explicar o que poderia ser uma estrela, datam de antes de Cristo. Como em outras áreas do conhecimento, a contribuição dos filósofos antigos para o entendimento do universo não poderia deixar de ser mencionada mesmo em relação a esse problema tão específico que é o nascimento de uma estrela. Abaixo seguem as ideias de alguns desses pensadores, as quais exibem uma profunda relação entre suas experiências com o mundo palpável e a suas capacidades de transcendência. Merece destaque o pensamento de Anaximandro (610 a.C.) segundo o qual “*O Sol e a Lua são anéis de fogo circundados pelo ar*” e de seu discípulo Anaximenes que propunha que “*O ar é a substância básica da qual se originaram todas as coisas*”. Proposições apoiadas em conceitos mais abstratos também foram apresentadas, dentre as quais se destaca a proposta de Heráclito de que o Universo se equilibrava entre duas forças e que o fogo tinha primazia como agente de mudanças. Ele afirmava que o “*Os corpos celestes são taças contendo fogo*”. Outras propostas, invocando a ideia de um criador, foi apresentada

por Anáxagora (476 a.c.) e sugeria que “No princípio o Universo era uma mistura uniforme sem movimento. A “mente” entrou em ação e fez com que todo o sistema girasse; no vórtice resultante a matéria fria, densa e escura ficou no centro, dando origem à Terra, enquanto toda a matéria quente, seca e rarefeita era expulsa. O Sol, e a Lua foram arrancados da Terra e aquecidos por fricção enquanto giravam no redemoinho de matéria”. Ainda antes de Cristo, Empedocles tentou interpretar o Universo como sendo composto dos elementos básicos do mundo (terra, ar, água e fogo) mais uma força de atração (*amor*) e uma força de repulsão (*ódio*).

Antes de partir para as ideias que surgiram durante o Renascimento, após um longo período de estagnação do pensamento humano relativo ao universo, vale a pena mencionar o pensamento do chinês Chi Meng (25 a 250 d.C.), segundo o qual “O céu era vazio e sem substância... não tendo fronteiras. O Sol e a Lua e as estrelas flutuavam no espaço”. Essa é uma concepção bastante avançada do Universo e uma das ultimas de que se tem conhecimento após a humanidade mergulhar na Idade Média. Mesmo assim ela, como algumas outras, não discute a natureza das estrelas. (Colin Ronam, 2001; Abrao, 1990)

Finalmente, *Laplace* (1749-1827) propôs que o Sistema Solar nasceu de uma nuvem de gás primitiva em rotação (Nebulosa Solar). Esse modelo estabeleceu a relação definitiva, comprovada posteriormente, entre o nascimento de uma estrela e uma nuvem de gás progenitora. Devido à similaridade entre as proposições, vale a pena mencionar o pensamento dos filósofos pré-socráticos Anaximandro e Anaximenes (~ 600 a.C.) segundo os quais “A Terra e todo corpo material se formaram da condensação de uma massa de ar giratória”. Dessa forma, surgem as seguintes questões:

- *Se as estrelas se formaram de uma nuvem progenitora, onde está essa nuvem ou o que restou dela?*
- *Todas as estrelas já estão formadas ou ainda existem estrelas se formando?*

6.2 Onde nascem as estrelas?

Parece simples a ideia de Laplace de que uma estrela tem como progenitora uma nuvem de gás. Hoje essa hipótese é bem aceita, mas para que isso acontecesse houve uma discussão relacionada com a existência dessas nuvens, que se arrastou por centenas de anos. Embora fosse fácil ver as estrelas devido a seus brilhos intensos, não era fácil observar as nuvens de gás e provar que as estrelas nasciam dentro delas.

A primeira observação direta dessas nuvens foi feita por John Hartman em 1904. Ele observou linhas espectrais na direção de muitas estrelas as quais não pareciam se originarem nas estrelas. Apesar dessa descoberta sugerir a existência de um gás no espaço interestelar, somente 18 anos mais tarde é que a comunidade científica aceitou a hipótese de que essas emissões poderiam ser geradas em uma nuvem de gás localizada na vizinhança das estrelas. Descartavam totalmente a hipótese de que essas linhas poderiam ter sido geradas em uma nuvem de gás localizada entre o sistema solar e as estrelas que estavam sendo observadas. Apenas no início da década de 60 é que essa questão foi definitivamente resolvida. Nessa época, vários átomos e moléculas simples (H, H^+ , Na, Ca, CH, CH^+ , e CN) tinham sido observados no espaço entre as estrelas, consolidando definitivamente a hipótese de que as nuvens interestelares realmente existiam. Dentre essas substâncias, as observações de Hidrogênio mostraram que não só existiam nuvens interestelares, como também um gás tênue preenchendo quase toda a Galáxia.

Com esse resultado, a comunidade científica não tinha como duvidar da existência dessas nuvens. Mesmo assim, ainda argumentavam que elas não poderiam ser densas o suficiente para conter moléculas complexas, poliatômicas. Essa hipótese também foi descartada, ainda no final da década de 60, quando cientistas da universidade de Berkley, Califórnia, observaram emissões das moléculas de água (H_2O) e amônia (NH_3) em nuvens de gás localizadas na direção do centro de nossa Galáxia, provando assim que nessas nu-

vens existiam moléculas poliatômicas. Finalmente, foi estabelecido que as nuvens interestelar realmente existiam.

Com o grande progresso tecnológico da microeletrônica a partir da década de 60, ocorreu uma evolução considerável no conhecimento das nuvens moleculares. Para se ter uma ideia desse progresso, da década de 70 até os dias de hoje, foram descobertas mais de 110 moléculas nessas nuvens interestelar, algumas muito simples contendo dois átomos, até aquelas mais complexas contendo mais de 15 átomos (Tabela 1). Moléculas ainda maiores foram descobertas recentemente sob a forma de grãos sólidos contendo várias dezenas de átomos, denominadas **H**idrocarbonetos **P**oli**A**romáticos (HPA).

Para que algumas dessas moléculas sejam formadas, são necessárias regiões com densidades muito altas (10^6 a 10^7 cm^{-3}), indicando que essas nuvens não são objetos de densidade homogênea.

Agora, conhecendo com mais detalhe a constituição das nuvens interestelar, pode-se retornar às hipóteses de Laplace e dos pré-socráticos Anaximandro e Anaximenes, e procurar em nossa Galáxia as nuvens moleculares para verificar se as estrelas realmente nascem dentro delas e como se dá esse processo.

Tabela 1 – Algumas moléculas interestelar e circumstelar identificadas
(Fonte: Elaboração do autor)

| | | | | |
|-----------------------|-----------------|-------------------------|------------------|-------|
| H ₂ (IV) | CO | NH ₃ | CS | NaCl* |
| HCl | SiO | SiH ₄ * (IV) | SiS | AlCl* |
| H₂O | SO ₂ | C ₂ (IV) | H ₂ S | KCl |
| N ₂ O | OCS | CH ₄ | PN | AlF* |
| HF | | | | |

Nitrilos e derivados de Acetileno.

| | | | | |
|-------------------------|---------------------|------------------------------------|-------------|------------------------------------|
| C ₃ (IV, UV) | HCN | CH ₃ CN | HCN | C ₂ H ₄ (IV) |
| C ₅ (IV) | HC ₃ N | CH ₃ C ₃ N | HNCO | C ₂ H ₂ (IV) |
| C ₃ O | HC ₅ N | CH ₃ C ₅ N | HNCS | |
| C ₃ S | HC ₇ N | CH ₃ C ₂ H | HNCCC | |
| | HC ₁₁ N | CH ₃ CH ₂ CN | HCCNC | |
| | HC ₂ CHO | CH ₃ CHCN | | |

Aldeídos, Álcool, Ésteres, Acetonas, Amidos e moléculas relacionadas.

| | | | | |
|--------------------------|---------------------------------------|-----------------------------------|---------------------------------|---------------------|
| H ₂ CO | CH₃OH | HCOOH | CH ₂ NH | CH ₂ CC |
| H ₂ CS | CH₃CH₂OH | HCOOCH ₃ | CH ₂ NH ₂ | CH ₂ CCC |
| CH₃CHO | CH ₃ SH | (CH ₃) ₂ O | NH ₂ CN | |
| NH ₂ CHO | (CH ₃) ₂ CO | H ₂ CCO | CH ₃ COOH | |

Moléculas Cíclicas

| | | | | |
|-------------------------------|------------------|--------------------|----------------------------------|--|
| C ₃ H ₂ | SiC ₂ | c-C ₃ H | CH ₂ OCH ₂ | |
|-------------------------------|------------------|--------------------|----------------------------------|--|

Ions Moleculares

| | | | | |
|-----------------------|---------------------------------|---------------------------------|-------------------------------|----------------------------------|
| CH ⁺ (VIS) | HCO ⁺ | HCNH ⁺ | H ₃ O ⁺ | HN ₂ ⁺ |
| HCS ⁺ | HOCO ⁺ | HC ₃ NH ⁺ | HOC ⁺ | H ₃ ⁺ (IV) |
| CO ⁺ | H ₂ COH ⁺ | SO ⁺ | | |

Radicais

| | | | | |
|-------------------------------|------------------|--------------------|------------------|------------------|
| OH | C ₂ H | CN | C ₂ O | C ₂ S |
| CH | C ₃ H | C ₃ N | NO | NS |
| CH ₂ | C ₄ H | HCCN* | SO | SiC* |
| NH (UV) | C ₅ H | CH ₂ CN | HCO | SiN* |
| NH ₂ | C ₆ H | CH ₂ N | MgNC | CP* |
| HNO | C ₇ H | NaCN | MgCN | |
| C ₆ H ₂ | C ₈ H | C ₅ N | | |

Notas. O (*) significa que a substância química foi observada no envoltório de gás de uma estrela. IV, UV e VIS significa que essas substâncias foram observadas através de suas emissões no infravermelho, ultravioleta e visível. Todas as outras foram observadas através de suas emissões em ondas de rádio. Em vermelho estão indicadas algumas moléculas observadas em gelos.

6.3 Onde estão as nuvens moleculares?

Dentre as várias moléculas listadas na tabela 1, o monóxido de carbono (CO) foi uma das mais utilizadas para se estudar as nuvens moleculares distribuídas em nossa Galáxia. Essa molécula é importante porque é muito abundante nas nuvens de gás e emite radiação em regiões de baixíssimas temperaturas (~ 15 K ou -223 °C) com densidades típicas das nuvens interestelar ($\geq 10^2$ cm $^{-3}$). Embora a densidade dessas nuvens seja muito baixa, se comparada à densidade da atmosfera na superfície da Terra ($> 10^{18}$ cm $^{-3}$), ela é alta se comparada com muitas regiões de nossa galáxia, onde a densidade é inferior a uma partícula por centímetro cúbico.

A Figura 1 mostra a representação espacial da molécula de CO. Da mesma forma que os elétrons, toda vez que uma molécula “salta” de um nível superior de energia para um nível inferior ela emite radiação. O “pulo” da molécula de CO do segundo para o primeiro nível de energia gera radiação em comprimentos de onda de rádio, que tem a característica de se propagar nos meios mais variados sem sofrer muita interferência do meio.

Na Figura 2 é mostrada a distribuição das nuvens moleculares na nossa galáxia como visto do Sistema Solar. Essas nuvens podem ser subdivididas em dois grandes grupos, que recebem o nome de *nuvens moleculares gigantes* e *nuvens escuras*. As nuvens moleculares gigantes têm massas maiores do que 10 milhões de massas solares e as nuvens escuras têm massas da ordem de até mil massas solares. Essas nuvens menores recebem essa denominação porque quando observadas em comprimentos de onda do visível, aparecem na Via Láctea como manchas escuras. Elas são escuras porque são nuvens próximas do Sistema Solar (distâncias típicas menores que 1200 anos-luz) e absorvem a radiação das estrelas que estão por trás delas. Os primeiros relatos científicos sobre a existência dessas nuvens foram escritos por William Herschel em 1780. No entanto, a sua hipótese para explicar as manchas escuras contra o fundo brilhante da Via Láctea, sugeria que se estava observando através de

buracos na Galáxia. Um bom exemplo desse efeito é a nuvem escura conhecida como Saco de Carvão, que pode ser observada, ao lado do Cruzeiro do Sul, em uma noite de céu sem cobertura de nuvens e sem lua cheia. Diversas nuvens escuras podem ser vistas ao longo da Via Láctea em uma noite de céu limpo e sem Lua.

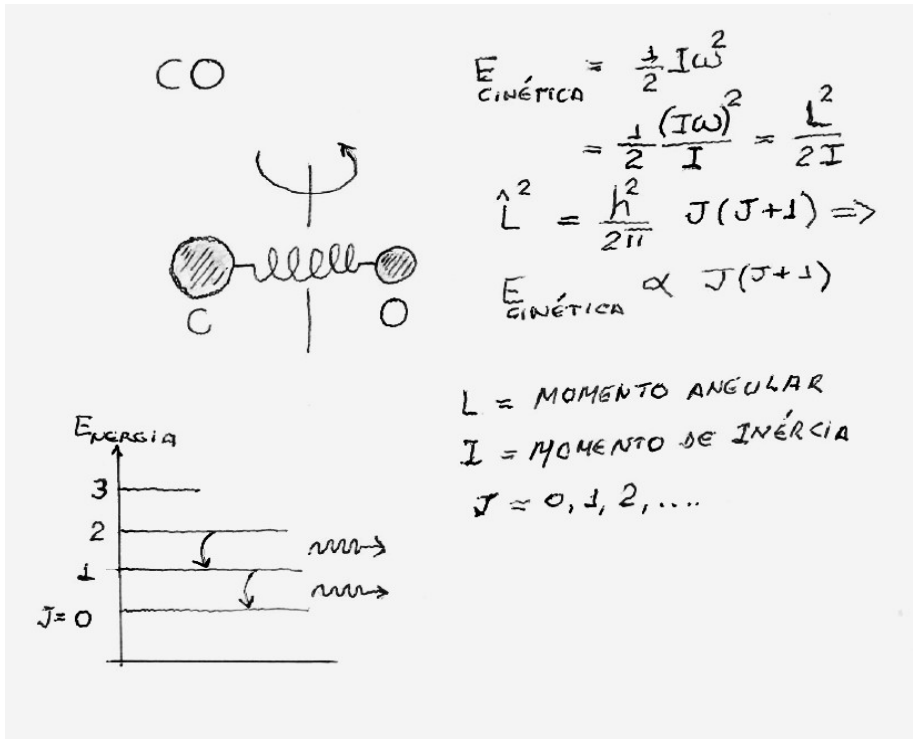


Figura 1 – Representação espacial da molécula de CO.
 (Fonte: Elaboração do autor)

Um grande número de nuvens moleculares foi identificado em nossa galáxia. Devido à sua grande variedade de formas (circulares, irregulares, filamentar etc), localização na Galáxia, temperaturas e densidades, elas têm sido classificadas em vários tipos diferentes que se distribuem entre as duas classes de nuvens definidas anteriormente.

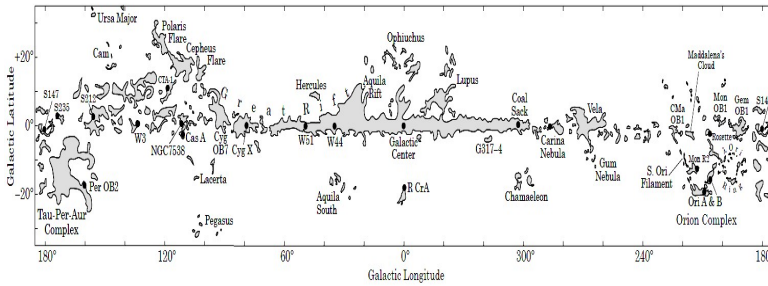


Figura 2 – Distribuição espacial das nuvens moleculares da galáxia, determinada a partir de observações de CO. (Fonte: Dame et al., 1987)

Um aspecto interessante é que apenas as nuvens moleculares gigantes formam estrelas de grande massa. As nuvens escuras, embora tenham massa até 100 vezes maiores do que as estrelas gigantes tipo O e B, não mostram qualquer evidência de que estrelas como essas estejam se formando em seu interior. Elas formam apenas estrelas de pequena massa.

Em nossa galáxia, as nuvens moleculares gigantes estão praticamente distribuídas em seus braços, razão pela qual, as maiorias das estrelas de grandes massas também estão nos braços.

6.4 Como nascem as estrelas?

Apesar de se ter disponível, já no início da década de 80, uma grande quantidade de informação sobre as nuvens interestelares, e também terem sido observadas centenas de estrelas O e B jovens embebidas em nuvens moleculares, pouco se sabia dos estágios primordiais da formação das estrelas. Aqueles estágios em que as regiões mais densas de uma nuvem, por algum motivo, colapsam sobre si mesmas produzindo temperaturas altas em seus núcleos, capazes de desencadear as reações nucleares necessárias para o nascimento de uma estrela.

Somente em 1986 é que foi finalmente estabelecido, com base em resultados observacionais, que as estrelas nascem em condensações de altas densidades em nuvens moleculares. Devido à sua aparência, na maioria das vezes circular, essas condensações foram denominadas de Glóbulos. A primeira hipótese de que as estrelas nasciam nos glóbulos foi proposta por Baad em 1944. Três anos depois, ela foi bastante discutida por Bock e Reily (1947) e finalmente por Debai (1953), que apresentaram argumentos convincentes de que essa hipótese era verdadeira. Em homenagem a Bock, essas regiões passaram a ser denominadas Glóbulos de Bock.

Como esses glóbulos são regiões de altas densidades, eles sempre aparecem como objetos escuros quando observados em comprimentos de onda do visível. Mesmo uma estrela, que é um corpo celeste de alta temperatura e que emite muita radiação no visível, em seus estágios primordiais de formação não pode ser observada nesses comprimentos de onda. Isso porque o glóbulo progenitor absorve toda a radiação gerada pela estrela. Como mostra a figura 3, a estrela aquece o gás em sua vizinhança que por sua vez começa a emitir radiação como um corpo de baixa temperatura.

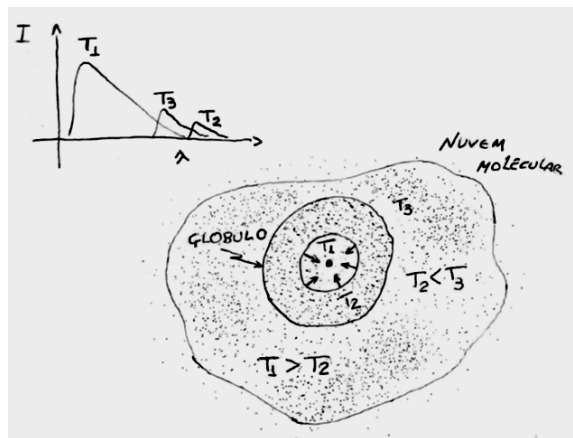


Figura 3 – Representação esquemática do aquecimento da região central de um glóbulo, por uma estrela em seus estágios primordiais ($T_1 > T_2$, $T_1 > T_3$ e $T_2 < T_3$). (Fonte: Elaboração do autor)

6.4.1 Emissão de corpos de baixas temperaturas

Um das principais características dos corpos com baixas temperaturas é que eles emitem radiação em comprimentos de onda grandes, ou seja, baixas frequências. Essa propriedade dos corpos é muito bem descrita pela teoria de Planck. Os corpos com temperaturas superficiais muito altas emitem quase que toda sua radiação no intervalo de energia que vai do ultravioleta ao visível. Esse é o caso das estrelas gigantes azuis jovens, cujas temperaturas na superfície são superiores a 3×10^4 K. Todavia, nos estágios primordiais de formação estelar a maior parte da emissão proveniente dos glóbulos é produzida pelo gás e a poeira aquecidos a temperaturas de 10 a 100 K. Consequentemente, grande parte da energia desses corpos frios é emitida em comprimentos de onda no infravermelho. Como a radiação nessas frequências é absorvida pela atmosfera terrestre, exceto em algumas bandas muito estreitas (Ver Cap 2, Apostila), pode-se concluir que não seria fácil observar as estrelas recém-nascidas no interior dos glóbulos. É por esse motivo que as estrelas, em seus estágios primordiais de formação, só foram identificadas no interior dos glóbulos de Bock depois das observações do Satélite IRAS (*InfraRed Astronomical Satellite*) em comprimentos de onda do infravermelho (12 μm , 25 μm , 60 μm , 100 μm).

A figura 4 mostra a imagem de um glóbulo (B68) quando observado no visível, no infravermelho distante e através da emissão de uma variedade isotópica (isotopomero) da molécula de monóxido de carbono e do íon N_2H^+ . Observe que o máximo da emissão de $^{12}C^{18}O$ ($J = 1 - 0$) ocorre exatamente na região onde o glóbulo praticamente não emite radiação no visível e também não coincide com os picos de emissão no infravermelho distante nem de N_2H^+ .

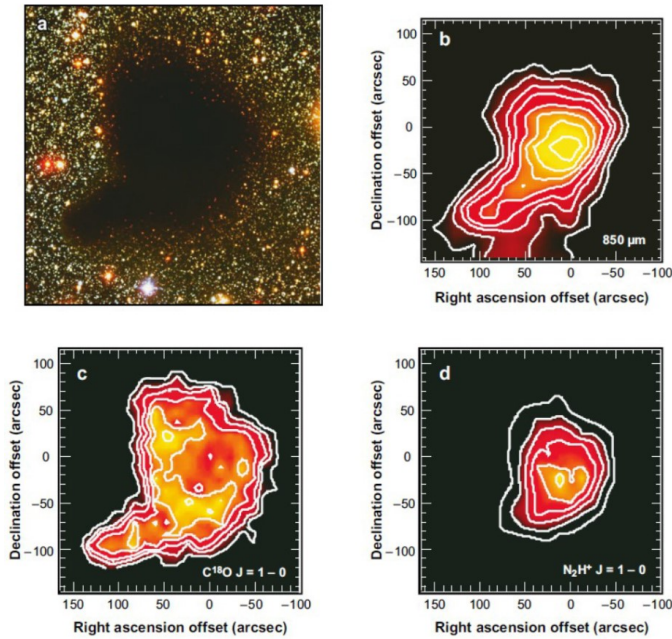


Figura 4 – Imagens do Glóbulo Barnard 68 (a) no óptico (b) infravermelho distante e (c) através das emissões de monóxido de carbono ($C^{18}O$ $J=1-0$) e (d) do íon N_2H^+ (Fonte: Bergin e Tafalla, 2007.)

6.4.2 O colapso dos glóbulos

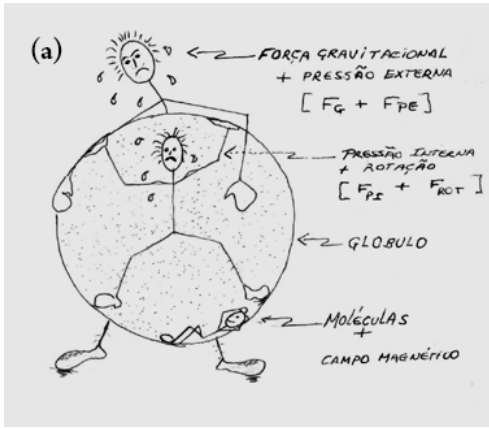
Com base nos argumentos apresentados, é possível elaborar um quadro simplificado para entender os mecanismos responsáveis pelo colapso dos glóbulos e finalmente discutir quais os fatores que influenciam esse processo. Na tentativa de elaborar esse quadro e dele obter informações relevantes sobre a história do colapso, é necessário utilizar hipóteses de trabalho que simplifiquem a abordagem do problema e forneçam informações básicas sobre os mecanismos responsáveis pelo colapso.

Vamos imaginar um glóbulu esférico, com distribuição de massa uniforme, temperatura constante e destituído de movimento de rotação. Sabemos da teoria da Gravitação Universal de Newton, que os corpos se atraem com uma força que depende de suas massas

e da distância entre elas. Essa é a força que atrai os corpos para o centro da Terra e que é responsável pela queda de todos eles. Se a superfície da Terra não fosse sólida, os corpos em queda livre poderiam chegar muito mais próximos do seu centro. Logo, como base apenas nessa experiência é possível dizer, fazendo uma perfeita analogia com a Terra, que todas as partes do glóbulo estão sendo atraídas para o seu centro. Como se trata de um objeto gasoso, todo o gás deve caminhar na direção do centro, a menos que algum outro fator impeça esse movimento. E isso realmente acontece quando as partículas em queda livre aproximam-se umas das outras a ponto de colidirem. As colisões fazem com que parte da energia cinética das partículas em queda se converta em calor, aumentando apreciavelmente a temperatura no centro do glóbulo. A consequência natural desse processo é o surgimento de uma força de dentro para fora, de modo semelhante ao que acontece com uma panela de pressão, podendo impedir o colapso das regiões centrais. Quanto mais gás cai para o centro do glóbulo, maior a temperatura central e maior a reação ao colapso.

Usando-se um pouco mais da nossa capacidade de abstração, seria possível incluir alguns outros elementos de nossa vida quotidiana nesse modelo. Sabemos que o glóbulo encontra-se em uma nuvem de gás mais extensa e de densidade menor. E o simples fato dele estar imerso nessa nuvem sugere que sua superfície pode sofrer a ação de uma pressão externa. Outro aspecto interessante resulta das observações de que no Sistema Solar os planetas e o próprio Sol, que é uma estrela de massa pequena, apresentam movimento de rotação. Finalmente, um aspecto mais sutil está relacionado com o fato de que a Terra, o Sol e vários outros corpos celestes, inclusive a própria galáxia, têm campos magnéticos associados.

Dessa forma, é possível ampliar o modelo anterior levando-se em consideração todos esses aspectos. Uma representação esquemática está mostrada na figura 5. Em (a) é mostrada a física do problema e em (b) a sua representação matemática.



(b)

$$\rho \frac{d\vec{v}}{dt} = \vec{f} - \nabla P$$

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \vec{v}) = 0$$

$$\nabla^2 \Phi = -4\pi G \rho$$

$$\nabla \times (\vec{v} \times \vec{B}) = \frac{\partial \vec{B}}{\partial t} - \frac{1}{4\pi} \nabla^2 \vec{B}$$

$$\vec{f} = -\rho \nabla \Phi - \frac{1}{8\pi} \nabla B^2 + \frac{1}{4\pi} (\vec{B} \cdot \nabla) \vec{B}$$

Figura 5 – Representações (a) física e (b) matemática da competição entre os mecanismos que podem inibir ou desencadear o colapso de um glóbulo. Em (b) estão escritas as equações da hidrodinâmica que podem descrever a evolução do colapso de um glóbulo (Fonte: Elaboração do autor.)

Como mostra a figura, o problema consiste de uma competição entre a atração gravitacional (F_G), o aquecimento interno (F_{PI}), a pressão externa (F_{PE}), o campo magnético (F_B) e o movimento de rotação (F_{ROT}). O que pode ser escrito matematicamente como

$$(F_G + F_{PE}) = (F_B + F_{PI} + F_{ROT})$$

Na análise que é feita a seguir, apenas para simplificar o entendimento do problema, serão desprezados os efeitos da pressão externa e da rotação. Apenas no final do texto a rotação será considerada, com ênfase no seu papel para explicar porque algumas estrelas não giram com a velocidade esperada ou giram no sentido invertido.

Massa crítica e tempo de colapso

Se a força gravitacional for maior do que a repulsão interna, o colapso será inevitável, resultando em uma estrela jovem. Se a repulsão interna for maior do que a atração, o glóbulo irá se desfazer. No entanto, se a atração e a repulsão forem iguais o glóbulo não sofrerá qualquer alteração e permanecerá em estado de equilíbrio.

A partir das equações da cinemática de Newton,

$$V = V_0 + at; \quad V^2 = V_0^2 + 2aR; \quad R = V_0t + \frac{1}{2}at^2$$

sendo, V a velocidade, $a = GM/R^2$ a aceleração da gravidade, R é a distância ao centro do glóbulo, M a massa do glóbulo e G a constante de gravitação universal e assumindo que no centro do glóbulo a energia das partículas do gás em queda livre é convertida em temperatura ($1/2mv^2 = 1,5kT$), é possível mostrar que se a temperatura interna e a densidade de um glóbulo são T e ρ respectivamente, então existe uma massa crítica a partir da qual o glóbulo colapsa, dada por

$$M_{crit} \propto T^{3/2} \rho^{1/2}$$

Ainda usando essas equações simples da cinemática, é possível obter uma relação entre o tempo de colapso do glóbulo e sua densidade.

$$t_{colapso} \propto \rho^{-1/2}$$

Esses resultados mostram que quanto maior a temperatura no centro dos glóbulos maiores serão as massas necessárias para desencadear o colapso. Outro aspecto interessante, é que, tanto maiores serão as densidade centrais quanto maiores forem as massas dos glóbulos. Logo, o colapso para formar estrelas de massas grandes (estrelas tipo O) ocorre numa escala de tempo menor do que as estrelas de massas pequenas (o nosso Sol).

Uma estimativa mais rigorosa da Massa Crítica, também denominada massa de Jeans, e do tempo de colapso pode ser feita a partir das equações da hidrodinâmica fornecidas na figura 5B. Para resolvê-la em primeira aproximação, usa-se o método das perturbações. Resultados similares aos obtidos anteriormente também são obtidos com esse procedimento bem mais rigoroso. Ele tem a van-

tagem de poder explorar em detalhes todo o processo do colapso, usando-se métodos computacionais.

Qual o papel do campo magnético no colapso?

Embora os glóbulos sejam densos e absorvem praticamente toda a radiação em suas camadas externas, algumas partículas de altas energias vindas do Cosmo (raios cósmicos) conseguem penetrá-los, ionizando uma pequena quantidade de matéria. Essa matéria ionizada é suficiente para mudar apreciavelmente a história do colapso. Isso porque as partículas carregadas sofrem uma influência muito forte do campo magnético. Quando as cargas em seu movimento de colapso cruzam perpendicularmente o campo, elas tendem a arrastá-lo. Isto não acontece quando elas seguem ao longo do campo. Nessa direção, elas se movem sem sofrer qualquer interação com ele. É essa maneira diferente das partículas ionizadas interagirem com o campo magnético que acaba influenciando o quadro evolutivo do colapso. Uma situação interessante é aquela em que o campo é tão forte que ele se opõe ao movimento das partículas carregadas, inibindo completamente o colapso. Embora isso possa acontecer, o campo magnético apresenta um comportamento muito interessante: ao longo do tempo ele tende a voltar à configuração que ele tinha antes do início do colapso. Isso faz com que, transcorrido certo tempo (tempo de *difusão ambipolar*), o campo magnético deixe o glóbulo gradativamente, permitindo que as regiões centrais comecem a colapsar. Isto é, o núcleo do glóbulo entra em colapso primeiro e posteriormente as partes mais externas. Esse tipo de colapso cria uma região rarefeita entre o núcleo denso e a borda interna do envelope de gás que continua caindo para o centro. Tudo se passa como se esse anel de rarefação estivesse se propagando de dentro para fora. Esse tipo de colapso é denominado *colapso de dentro para fora*.

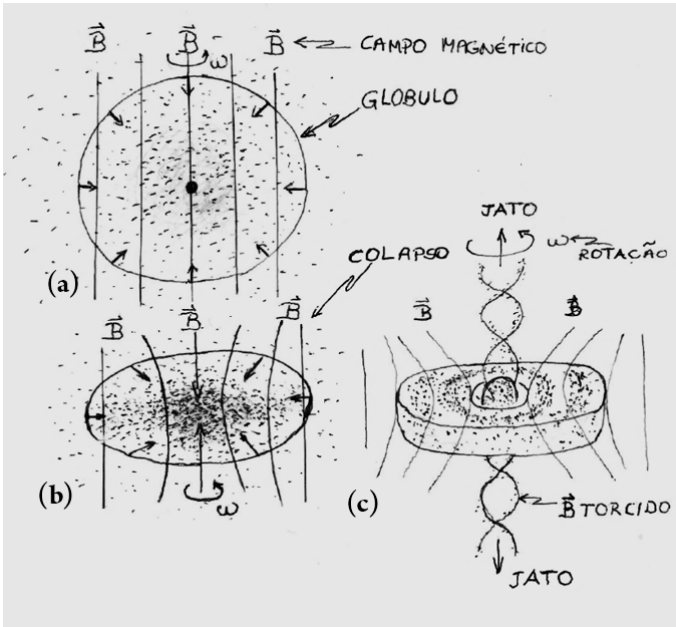


Figura 6 – Representação esquemática dos estágios evolutivos do colapso de um glóbulo. (a) representa o estado inicial do colapso. O glóbulo ainda é esférico e as linhas do campo magnético são paralelas. Isto é, o campo é uniforme. Em (b) o colapso evoluiu e as linhas de campo foram arrastadas pelo gás em queda livre e a geometria da nuvem tende para um disco (elipsoide oblato). Em (c) o colapso do núcleo já ocorreu e uma estrela jovem encontra-se no centro do glóbulo. (Fonte: Elaboração do autor)

Qual o papel das substâncias químicas?

Embora a composição química não pareça ter qualquer influência no colapso, ela realmente tem. Numa situação em que a temperatura interna do glóbulo gera uma pressão que estabelece o equilíbrio com a atração gravitacional, a presença das moléculas e átomos pode desequilibrar o sistema. Dentre essas moléculas, merecem destaque H_2O , CO , H_2 , além de outras.

Como discutido anteriormente, a queda do gás para o centro da nuvem é o principal responsável pelo aquecimento do centro do glóbulo. Esse aquecimento resulta da colisão entre as partículas do

gás. Essas colisões fazem com que as moléculas ou átomos “saltem” para níveis de energia mais altos e posteriormente voltem para seus estados iniciais. Nesse processo, elas emitem radiação que deixa a nuvem e se propaga em todas as direções, carregando uma pequena porção do calor interno do glóbulo. Em outras palavras, elas agem como refrigeradores do núcleo. Como muitas moléculas e átomos estão envolvidos nesse processo, uma fração apreciável do calor interno do glóbulo é jogada para fora, diminuindo sua temperatura interna. Conseqüentemente, também diminui a pressão interna do glóbulo e a força que equilibra a atração gravitacional. Quando a diminuição dessa força é suficientemente grande, todo o glóbulo inicia um novo colapso.

O colapso resulta em um grande aquecimento do centro do glóbulo. Esse aquecimento é tal que 4 átomos de hidrogênio se fundem dando origem a um átomo de He. Quando isso ocorre, por definição nasce uma estrela. A principal característica desse processo de fusão é que parte da massa dos 4 átomos de H se transforma em energia ($E=mc^2$), sendo esse um dos principais processos de produção de energia nas estrelas.

6.5 Conseqüências do nascimento de uma estrela

Como mencionado no item anterior, o colapso resulta em aquecimento do núcleo dos glóbulos e finalmente no nascimento de uma estrela. A principal característica de uma estrela é que ela é uma intensa fonte de radiação. Tanto mais intensa ela será quanto maior for a sua massa. Com base nessa informação, pode-se concluir que as estrelas tipo O (gigantes azuis com massas >10 Massas do Sol) são muito mais brilhantes do que estrelas como o Sol que é uma anã tipo G. Devido às altas temperaturas de suas superfícies (>30000 C) as estrelas de grande massa produzem radiação ($>10^{48}$ fótons ionizantes) com energia suficiente para dissociar completamente uma

grande quantidade de gás em torno das estrelas recém-nascidas. Como as estrelas de massa pequena, como o nosso Sol, produzem pouca radiação com essas características, elas não são capazes de ionizar o gás em sua vizinhança a ponto de criar uma grande bolha de gás ionizado. Levando-se em consideração apenas essa característica, é possível concluir que as primeiras evidências do nascimento de um “bebê” estrela variam em função de suas massas.

6.5.1 Estrelas massivas O E B (M da ordem de 10 massas solares)

Ao nascerem, as estrelas de grande massa (10 massas solares ou mais) criam em torno de si uma bolha de gás totalmente ionizado, inicialmente pequena, e que se expande continuamente criando uma onda de choque na região que delimita a bolha ionizada e o gás externo. Essa bolha pode se expandir consumindo completamente o glóbulo progenitor, podendo inclusive ionizar toda a nuvem de gás. Um aspecto interessante desse quadro evolutivo é que a frente de choque, propagando-se ao longo da nuvem, tem a propriedade de comprimir o gás que encontra em seu caminho. Se essa frente encontra um glóbulo, ela aumenta a pressão externa (F_{PE}) do ambiente onde ele se encontra. O aumento da pressão pode desequilibrar os glóbulos induzindo a formação de novas estrelas. Esse mecanismo parece ser um dos principais responsáveis pela formação de estrelas de grandes massas e tem sido amplamente utilizado para explicar associações de estrelas de grande massa que apresentam gradientes de idades. Ele é denominado de *Formação Induzida ou Formação Sequencial de Estrelas*.

A figura 7 (a) mostra o “bebê” estrela e a bolha de gás ionizado que se expande na direção do disco, bem como na direção perpendicular. Observe que a direção perpendicular é a direção do campo magnético. A expansão da bolha de gás ionizado ao longo do plano do disco é mais difícil do que na direção perpendicular. Isso porque a densidade do disco é muito alta e também porque o gás ioni-

zado tem que se mover perpendicularmente ao campo magnético. Como se discutiu anteriormente, o campo magnético se opõe ao movimento de cargas elétricas nessa direção. Esse efeito tem menor importância quando a estrela é muito brilhante e a energia injetada no gás ionizado é muito alta. Embora o disco e o campo magnético ofereçam resistência à expansão dessa bolha de alta energia, ela acaba destruindo o disco e o próprio glóbulo. E tudo isso numa escala de tempo muito curto ($<10^5$ anos). Embora essas estrelas, durante sua fase “pré-natal”, estejam completamente embebidas em um “casulo” muito denso (glóbulo), elas anunciam a sua existência criando um forte jato de gás que escapa do núcleo do casulo na direção perpendicular ao disco. Uma vez que toda essa atividade pode ocorrer no período compreendido entre as “últimas semanas de gestação” e os primeiros dias de vida das estrelas, esses jatos podem ser vistos como o primeiro “choro” do bebê estrela.

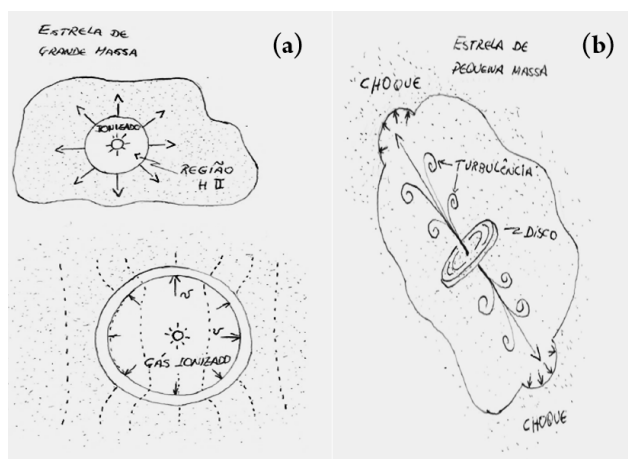


Figura 7 – Representação esquemática dos estágios posteriores ao nascimento das estrelas. Em (a) é mostrada a bolha de gás ionizado (região H II compacta) criada por uma estrela de grande massa (O,B) expandindo-se em todas as direções. A frente da bolha ionizada é marcada pela presença de um choque supersônico e um intenso campo de radiação ultravioleta. Em (b) é mostrada a evolução da bolha de gás que se forma em torno da estrela de massa pequena. É mostrada a interação do jato, perpendicular ao disco, com as nuvens moleculares vizinhas. (Fonte: Elaboração do autor)

6.5.2 Estrelas de pequena massa (M da ordem de 1 massa solar)

As estrelas de pequena massa se formam de maneira similar às estrelas de grande massa. As principais diferenças no processo de formação de ambas estão relacionadas principalmente com seus estágios finais de “gestação”. Enquanto as estrelas muito brilhantes, de grande massa, nascem e podem destruir completamente o glóbulo progenitor, as estrelas de massa pequena não. Por esse motivo, os efeitos do nascimento desse “bebê” estrela sobre o meio ficam determinados pelas características da própria estrela mais as condições impostas pelo meio em que ela se forma. Isto é, da mesma forma que uma estrela de grande massa, ela também cria uma bolha de gás aquecido que se expande em todas as direções. Todavia, no caso dessas estrelas, a expansão ao longo do disco se limita a certa distância da estrela central, preservando assim o disco e o ambiente externo. Na direção perpendicular, o gás aquecido de alta pressão escapa ao longo da direção do campo magnético formando um jato que vai interagir com a nuvem molecular ou o resto do glóbulo que não foi consumido nessa “gestação”.

A principal característica da formação dessas estrelas é que elas preservam o disco de gás e poeira do qual se formam os sistemas planetários. É exatamente num sistema planetário como esse que se encontra a única forma de vida “*inteligente*” que se conhece.

Uma representação esquemática dos estágios primordiais de evolução dessas estrelas é mostrada na figura 7 (b).

Os estudos da atividade de formação de estrelas nas nuvens moleculares, realizados na última década, mostram que as estrelas de grande massa nascem apenas em nuvens moleculares gigantes onde também se formam estrelas de pequena massa. Esse é o caso de nuvens moleculares como Orion e NGC6334. Por outro lado, as nuvens moleculares escuras, que tem massas até mil vezes menores que as gigantes, formam apenas estrelas de pequena massa. Esse é o caso, por exemplo, das nuvens conhecidas como Cepheus, Taurus, Musca, Chamaeleon etc.

6.5.3 Rotação das nuvens

As observações dos glóbulos mostram que eles têm rotações muito pequenas ou quase imperceptíveis. Mesmo sendo pequena, essa rotação pode ter consequência muito importante na história evolutiva de um glóbulos. Por menor que seja esse movimento no início do colapso, caso em que a rotação é originária da própria rotação galáctica, ele acaba sendo importante nos estágios finais porque o colapso conserva o momento angular. Isto é, quanto menor for o raio do glóbulos colapsando, mais rápido ele gira. Se o glóbulos gira mais rápido à medida que o colapso prossegue, o que deveria acontecer com o campo magnético se, de acordo com as discussões anteriores, ele é arrastado pelo gás?

Seria de se esperar que ele também fosse arrastado pelo movimento de rotação. Como consequência o campo tenderia a torcer sobre si mesmo. Como o campo se opõe a esse movimento, da mesma forma que ao colapso, a torção resulta na diminuição da velocidade de rotação do gás. Esse efeito é um dos mecanismos capazes de explicar porque a rotação de estrelas recém-formadas não conserva a energia de rotação das nuvens progenitoras. Devido a esse tipo de torção do campo, pode haver uma situação extrema em que o próprio sentido de giro da estrela pode ser invertido. Na realidade, as observações de algumas estrelas jovens com massa idêntica à do Sol (estrelas T Tauri) mostram movimento de rotação contrário à rotação da sua nuvem progenitora com energia da rotação sempre menor do que a energia de rotação inicial.

Uma visão em larga escala do processo de formação de estrelas em nuvens moleculares é mostrada em uma simulação numérica do colapso de nuvens pelo grupo STARFORGE, que é um acrônimo de STAR FORMATION IN GASEOUS ENVIRONMENT (Michael Y. Grudić et al., STARFORGE Collaboratio).

Referências

Bergin B E and Tafala M. 2007, *ARAA*, v. 45, p 339-396

Abrão, B S. 1999, *História da Filosofia*, 1999, Nova Cultura Editora, SP.

Dame et al 1987, *ApJ*, 322, 706-720.

Grudic, M. et al, STARFORGE COLLABORATION.
(www.starforagespace/whatis.html)

Ronam, C A. *História Ilustrada da Ciência*. 2001, Jorge Zahar Editor, RJ, Vols I, II e III.

Wynn-Williams, G. *The Fullness of Space*. Cambridge University Press, 1992.

Taylor, S.R., *Solar System Evolution. A New Perspective*. Cap 2. Cambridge University Press, 1992.

Verschuur, G. L. *Interstellar Matters*. Spring-Verlag, 1990.



7. A Vida das Estrelas

Hugo Vicente Capelato

Vamos começar o nosso estudo por uma inspeção na “floresta” de estrelas que vemos nos nossos céus. A Figura 1 (a) adiante, apesar de obtida com o auxílio de detetores eletrônicos, mostra a imagem que teríamos, a olho nú, da *Via Láctea*, a grande faixa luminosa que domina os céus nesta época do ano. Além desta faixa leitosa, também vemos fracos pontos de luz – fontes individuais: as “estrelas”! – muitos dos quais mal conseguimos distinguir. Suas cores são quase que invariavelmente branca azulada ou, mais raramente, amarelada ou avermelhada. Como dissemos, esta Figura reproduz a imagem do céu noturno que veríamos *a olho nu*: as estrelas aqui têm seus diferentes *brilhos*, mas quase todas sempre a mesma cor, azulada. Este efeito de homocromatismo aparente ocorre devido a incapacidade do olho humano em distinguir as cores das fontes de luz muito fracas. Quando as estrelas são observadas através de instrumentos – telescópios e detetores de luz apropriados – logo se percebe que têm cores diversas, cobrindo toda a faixa do espectro, desde o ultravioleta até o infra-vermelho. A Figura 1 (b) mostra este efeito. Na próxima seção iremos discutir como se produzem e como se distribuem as cores das estrelas e o que as cores estelares significam fisicamente.

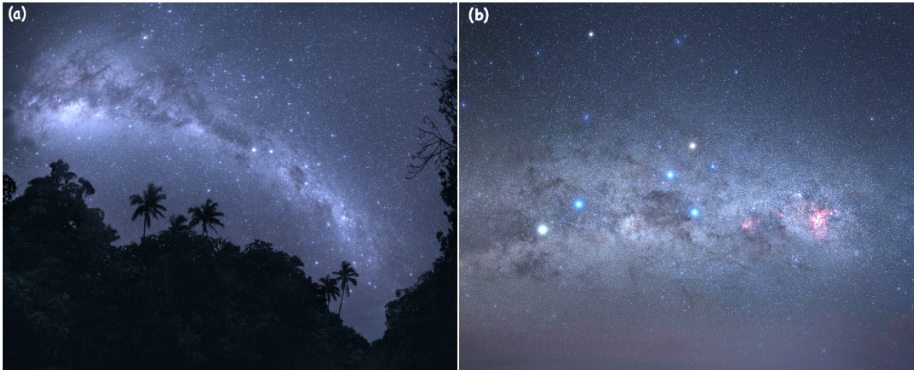


Figura 1 – (a) Esta imagem do céu noturno foi obtida na ilha de Mangaia, no meio do oceano Pacífico, mas bem poderia ter sido em algum ponto de Minas Gerais ou da Bahia. Mostra a Via Láctea com toda sua profusão de estrelas. A luz difusa de centenas de milhões de estrelas, indistinguíveis a olho nu, produz este aspecto “leitoso” característico. Nota-se a constelação do Cruzeiro do Sul a direita (oeste) e, mais ao centro, as duas estrelas mais brilhantes da constelação do Centauro, Alfa, a esquerda (leste) e Beta do Centauro. Mais a leste, a grande estrutura que domina a cena situa-se na constelação do Sagitário: é nessa direção que se encontra o centro da nossa galáxia. (b) Esta imagem apresenta trecho da Via Láctea centrado no Cruzeiro do Sul. A leste aparece a grande nebulosa de Carina. Diferente da figura (a), as estrelas aqui aparecem em suas cores reais (veja o texto). A estrela Alfa do Centauro (que na verdade é um sistema triplo de estrelas) tem cor mais avermelhada enquanto a estrela Beta é mais azulada. (Fonte: (a) Tunç Tezel@APOD; (b) Petr Horálek@APOD)

Há um segundo aspecto, este não tão óbvio a olho nu: é que a maioria das estrelas tende a se agrupar formando sistemas de duas, três ou mais estrelas, chegando até a dezenas e centenas de milhares de estrelas.

Na Via Láctea, assim como nas outras galáxias, a distância que separa duas estrelas vizinhas isoladas é, em média, de cerca de 4 anos-luz, equivalente a 253.000 vezes a distância da Terra ao Sol ou 27 milhões de vezes o diâmetro do Sol¹ - o espaço entre as es-

¹ A distância da Terra ao Sol é a chamada *Unidade Astronômica*, UA = 150 milhões de quilômetros; o diâmetro do Sol é 696.000 km; veja o Cap. 1.

treelas é imenso quando comparado com o tamanho das estrelas ou mesmo do Sistema Solar! Mas, como dissemos acima, apenas uma pequena fração das estrelas da Via Láctea vive assim isolada. A maioria agrupa-se em pequenos sistemas de dois ou três membros mas também em grandes grupos como os *aglomerados abertos*, com dezenas de milhares de membros, e os *aglomerados globulares*, atingindo centenas de milhares de membros. A estrela Alfa do Centauro, que aparece na Figura 2, a mais próxima do sistema solar, é, na verdade, um sistema um sistema de 3 estrelas muito próximas entre si, ligadas pela força de atração gravitacional. Outro exemplo é o grupo de estrelas que formam as *Plêiades*, cuja imagem está na Figura 6 adiante. Este grupo de estrelas – uma *associação* estelar – tem quase 3.000 estrelas-membro, mas apenas 5 a 7 delas é visível a olho nú².

Mais de 1/3 das estrelas da Via Láctea fazem parte sistemas duplos: *estrelas binárias*. Nestes sistemas as estrelas distam entre si menos que 1 ano-luz. Elas vivem juntas e se movem, ou melhor, *orbitam*, uma em torno da outra com períodos que podem variar desde alguns dias até de vários anos. Existem no entanto estrelas binárias cuja separação é ainda menor e que se movimentam com períodos de apenas algumas horas! Estas estrelas estão tão próximas que acabam trocando entre si o seu material envoltório. Muitas vezes esta troca ocorre de maneira um pouco violenta, e então podem acontecer explosões locais que acabam expulsando grande parte da matéria estelar para longe. Em sistemas binários em que acontece de das componentes seja uma estrela muito compacta e densa, o material da estrela companheira acaba por fluir mais calmamente, formando um disco luminoso em torno da estrela compacta.

² Não confundir estas associações e agrupamentos com as constelações tradicionais. Estas, em sua grandíssima maioria, não passam de configurações *aparentes* de estrelas, sem nenhuma relação entre si (veja o Cap. 1).

7.1 A cor e o brilho das estrelas

Assim como o Sol, as estrelas são bolas de gás muito quente que emitem sua radiação para o espaço. Há duas propriedades das estrelas que são de interesse imediato: a sua **cor** e o seu **brilho**. A **cor** de uma estrela é determinada pela temperatura em que se encontra a sua superfície³, enquanto que o seu **brilho** é determinado pela quantidade de luz que ela irradia por segundo, através de toda a sua superfície. Podemos construir um diagrama de cor versus brilho das estrelas, como na Figura 2, onde cada ponto indica o brilho e a cor de uma determinada estrela. Um diagrama deste tipo é conhecido como diagrama de Hertzsprung-Russel (HR).

O Sol tem uma cor intermediária amarelo-claro. A sua temperatura na superfície é de cerca de 5.800K (graus *Kelvin*⁴). Uma grande parte das estrelas é parecida com o Sol, com cores e tamanhos comparáveis. Outras estrelas são bem maiores e vermelhas: são as estrelas *gigantes vermelhas*, cuja temperatura na superfície é da ordem de 3.000K. Há ainda estrelas de cor branca e tamanho muito pequeno, quase tão pequenas quanto a Terra: são as estrelas *anãs brancas*, que tem temperaturas superficiais da ordem de 10.000K.

O brilho⁵ de uma estrela é a taxa com que a sua energia luminosa é emitida. O brilho de uma estrela depende somente da sua temperatura superficial e da área total de sua superfície. As estrelas gigantes vermelhas, de temperaturas relativamente baixas, tem

³ **Quanto mais quente for um objeto, mais azul será a radiação por ele emitida.** Esta lei da física foi estabelecida em 1898 por Wilhem Wien. Podemos vê-la em funcionamento, observando a cor da chama de um fogão de cozinha: uma chama bem azulada indica uma chama mais quente, enquanto que uma chama mais avermelhada indica uma chama mais fria.

⁴ Para obter a temperatura em graus *Celsius* ($^{\circ}\text{C}$), subtraia 273 do valor em graus *Kelvin*. A temperatura da superfície do Sol portanto é 5.527 $^{\circ}\text{C}$.

⁵ Neste capítulo estaremos sempre falando do brilho *absoluto* da estrela, diferente do seu brilho *aparente*, que varia conforme a distância em que a estrela se encontra – veja o Cap. 2 a este respeito.

uma grande área superficial, por isso são estrelas brilhantes, luminosas. A estrela Betelgeuse, na constelação de Orion, é um bom exemplo de uma estrela gigante vermelha. Já as estrelas anãs brancas tem altas temperaturas superficiais mas, por serem muito pequenas, tem áreas superficiais também muito pequenas e são muito pouco brilhantes: impossível enxergar qualquer uma delas a olho nu! No diagrama HR da Figura 2 nós desenhamos também as linhas tracejadas que indicam os lugares onde devem cair as estrelas de mesmo raio ⁶: é fácil ver quão correto foi batizar de *Super-gigante* a estrela Betelgeuse.

Muitas vezes estamos interessados na quantidade total de radiação⁷) emitida por segundo pela estrela (uma parte desta radiação pode nem ser detectável pelos nossos olhos). Então, em lugar de falar de brilho falamos da luminosidade da estrela para a radiação **total** (visível e invisível). Assim, a luminosidade de uma estrela é a potência que ela é capaz de gerar no seu interior, em geral através de reações nucleares de fusão (ao contrário dos reatores de energia do tipo dos instalados em Angra dos Reis, aonde as reações nucleares são de fissão – adiante discutiremos isso).

Esta energia é produzida no interior da estrela e depois emitida para o exterior na forma de radiação visível (é o brilho ou *luminosidade visível* da estrela) e também de radiação *invisível*, principalmente em raios infra-vermelho (IR), e também em raios ultra-violeta (UV). Em bem menor quantidade em raios-X e em ondas de radio. Na grandíssima maioria das estrelas, toda esta energia é produzida através de reações nucleares *de fusão* (ao contrário dos reatores de energia do tipo dos instalados em Angra dos Reis, onde as reações nucleares são *de fissão* – adiante discutiremos mais sobre isso). A luminosidade do Sol é $3,8 \times 10^{26} \text{W}$ (Watt), valor que simbolizamos por L_{\odot} . Para as outras estrelas, preferimos medir suas lu-

⁶ Medidos com relação ao raio do Sol, cujo símbolo é R_{\odot} : $R_{\odot} = 696.000 \text{ km}$.

⁷ Radiação *eletromagnética*! Recorde as lições do capítulo 2: *a luz que vemos é uma forma de radiação eletromagnética*, assim como são as ondas de radio, os raios infra-vermelho (IR), os raios ultra-violeta (UV) e os raios-X.

minosidades com referência à luminosidade do Sol: a estrela Betelgeuse, por exemplo, tem luminosidade de $10^4 L_{\odot}$, quer dizer, ela é 10 000 vezes mais luminosa que o Sol. No diagrama HR da Figura 2, o brilho das estrelas está expresso em termos da sua luminosidade, enquanto sua cor está em termos da sua temperatura superficial.

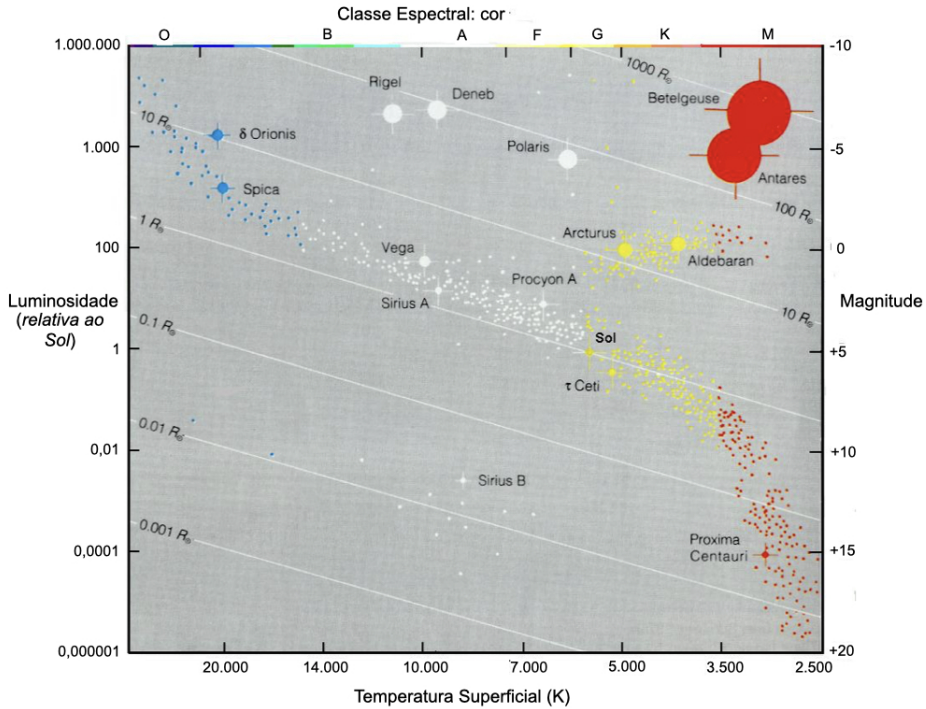


Figura 2 – O diagrama HR, que mostra como as estrelas se distribuem conforme sua cor (ou temperatura superficial) e sua luminosidade (ou magnitude). Neste gráfico a luminosidade das estrelas está medida em relação à luminosidade do Sol, que vale $L_{\odot} = 3,8 \times 10^{26}$ W. As linhas brancas indicam como se posicionam, neste gráfico, as estrelas de mesmo tamanho físico (isto é, de mesmo raio). As estrelas “*anãs*” situam-se nas regiões inferiores do gráfico e as “*gigantes*” nas regiões superiores. Algumas estrelas conhecidas foram destacadas com símbolos indicando o seu tamanho relativo (mas sem seguir nenhuma escala verdadeira) (Fonte: Elaboração do autor.)

7.1.1 A sequência principal de estrelas

Quando examinamos como se distribuem os pontos correspondentes às estrelas no diagrama HR (Figura 2), algo notável aparece: *os pontos não se distribuem aleatoriamente por todo o diagrama*. Ao contrário, eles tendem a se concentrar em algumas regiões definidas. A maioria das estrelas, incluindo nosso Sol, ficam numa faixa que corre mais ou menos diagonalmente pelo diagrama. Esta faixa é denominada Sequência Principal (SP), e as estrelas que aí se localizam são chamadas de estrelas da Sequência Principal. Aqui, as estrelas mais vermelhas – mais frias superficialmente – são as menos luminosas, enquanto que as estrelas mais azuis – mais quentes – são as mais luminosas.

As massas das estrelas pode variar bastante. Na sequência principal, as estrelas que têm *maior massa* são as *mais brilhantes* e, portanto, *mais azuis e mais quentes* superficialmente. Ao contrário, as estrelas de *menor massa* são *as menos brilhantes* e, portanto, mais vermelhas e mais frias. As massas das estrelas na sequência principal variam bastante. Uma fração considerável de estrelas tem massas entre 0,1 vezes a 10 vezes a massa do Sol⁸, mas a maior parte tem massas da ordem de $0,8 M_{\odot}$, ou pouco menor: são as anãs-vermelhas, muitas vezes encontradas como companheiras invisíveis de estrelas normais. Mas existem também algumas estrelas cujas massas podem chegar até a $60 M_{\odot}$. Essas estrelas são 10 milhões de vezes mais brilhantes que o Sol: se a estrela Alfa do Centauro fosse uma delas, brilharia no nosso céu tanto quanto a Lua cheia! As estrelas da sequência principal também nunca são muito grandes: os seus raios variam desde 0,001 até 25 vezes o raio do Sol, para as estrelas mais brilhantes.

Todas as estrelas da sequência principal produzem a energia que irradiam, através de reações nucleares muito semelhantes àquelas que ocorrem durante a explosão de uma bomba de Hidrogênio:

⁸ A massa do Sol é $M_{\odot} = 2 \times 10^{33}$ gramas.

convertendo núcleos de Hidrogênio em núcleos de Hélio. Cerca de 80% da massa destas estrelas está na forma de Hidrogênio, de modo que fica claro que elas tem combustível para passar muito tempo na sequência principal. As estrelas de maior massa, porque são mais brilhantes, devem passar um tempo menor: como sua luminosidade é desproporcionalmente maior, elas devem “queimar” seu Hidrogênio mais rapidamente que as estrelas com massa menor.

Quando o “combustível” Hidrogênio começa a faltar no centro das estrelas da sequência principal, elas começam a sair da sequência principal. O seu destino então será o de se expandirem e se transformarem em estrelas gigantes vermelhas.

7.1.2 Acima da sequência principal

No diagrama HR, acima da sequência principal, encontramos as estrelas *gigantes vermelhas*. Estas estrelas são esferas distendidas de gás – algumas de dimensão (raio) maior que a órbita da Terra em torno do Sol - frias e luminosas. Embora a sua temperatura superficial seja baixa, as suas áreas superficiais são tão grandes que fazem com que elas tenham altíssimas luminosidades, de centenas a milhares de vezes superiores à do Sol.

As gigantes vermelhas são estrelas que já esgotaram boa parte de suas reservas de Hidrogênio. Como, então, podem emitir tanta energia para serem assim luminosas? Estas estrelas deixaram a sequência principal e agora as *suas regiões centrais estão se contraindo*, na busca de fontes alternativas de energia nuclear. Nesta contração, uma parte da *energia potencial gravitacional* contida na estrela é liberada. É esta energia que provê a sua luminosidade. Mas isto somente por curtos períodos, até que outros “combustíveis” nucleares possam entrar em “ignição”. Adiante iremos rever estas questões com maiores detalhes.

7.1.3 Abaixo da sequência principal

Abaixo da sequência principal encontram-se as estrelas anãs-brancas. Estas estrelas tem aproximadamente o tamanho da Terra, embora sua massa seja da ordem da massa do Sol. São, portanto, estrelas muito densas. Como elas são pequenas, embora tenham altas temperaturas superficiais, não são muito luminosas.

As anãs-brancas são o último estágio da evolução de muitas estrelas. Nesta fase a sua luminosidade é unicamente devida à energia térmica ou seja, calor, ainda disponível: a estrela se esfria lentamente. Mais de 10% das estrelas na nossa vizinhança são anãs-brancas, mas elas são muito difíceis de serem vistas, dada a sua fraca luminosidade. Nem todas as estrelas, no entanto, terminam suas carreiras como anãs-brancas. Algumas tornam-se estrelas de nêutrons, e outras ainda transformam-se em buracos negros.

7.1.4 As estrelas variáveis

A maioria das estrelas têm brilho praticamente constante no tempo. Ocorrem sempre pequenas variações, erráticas, em geral imperceptíveis a olho nu. Isto sem contar, é claro, com a lenta – lentíssima – variação de brilho devido ao fato que as estrelas evoluem, mudando lentamente de posição no diagrama HR. Mas isto só seria notável em escalas de tempo de 10.000 ou 100.000 anos! Contudo, em certas fases da vida estelar a evolução pode muito mais rápida e então as variações de brilhos podem vir a ser mesmo espetaculares. Mais adiante voltaremos a isto.

Existe também uma minoria de estrelas cujo brilho varia periodicamente, aumentando e diminuindo em escalas de meses, dias ou mesmo em escala de horas. Estas estrelas são chamadas de *estrelas variáveis*. Na verdade, mais de 25% de todas as estrelas variáveis não tem de fato o seu brilho variável: são na realidade sistemas binários eclipsantes, nos quais a aparente variação do brilho se deve

ao fato de uma das estrelas componentes eclipsar a outra, ao passar pela sua frente.

As estrelas variáveis “de fato” são estrelas que periodicamente se expandem e se contraem, pulsando tanto em brilho como em tamanho. Por isso são também denominadas estrelas pulsantes. Uma importante classe de estrelas pulsantes são as estrelas conhecidas como Cefeidas. São estrelas que se encontram acima da sequência principal, com brilhos de 100 a 10 000 vezes o do Sol. Têm cores ligeiramente mais avermelhadas que o Sol. Seus períodos de pulsação variam entre 3 a 50 dias, e em cada pulsação seus brilhos podem variar de até 5 vezes em relação ao seu brilho médio. As Cefeidas são estrelas de massa maior que o Sol e que já evoluíram além do estágio de gigantes vermelhas. Elas oscilam porque assim podem liberar mais facilmente a radiação aprisionada no seu interior.

As Cefeidas são também importantes porque podem ser usadas como indicadores de distância. Acontece que o período de pulsação de uma Cefeida está relacionado com o seu brilho média: quanto maior este, maior será o período. Então, se medirmos o período de uma Cefeida, coisa relativamente fácil de fazer, poderemos calcular a sua luminosidade. Comparando esta com o brilho aparente da estrela, podemos calcular a sua distância. É bom lembrar que a medida de distâncias, sobretudo as mais longínquas, é uma das tarefas mais difíceis na astronomia. Por causa disto, uma das missões mais importantes do telescópio espacial Hubble foi medir os períodos de estrelas Cefeidas pertencentes às galáxias mais próximas de nós: assim, conseguiu-se medir a distância destas galáxias, coisa impossível até então.

7.2 O interior das estrelas

7.2.1 As esferas de gás quente

As estrelas são enormes bolas de gás muito quente e de radiação eletromagnética, que irradiam energia no espaço interestelar. Esta energia, que é emitida na superfície da estrela, é produzida no seu interior mais profundo, sendo lentamente difundida por toda a estrela até escapar pela sua superfície. Todos nós sabemos que o calor, isto é, a energia térmica, sempre flui das regiões quentes para as regiões frias. Isto implica que o centro da estrela deve ser muito mais quente que a sua superfície. Na verdade, a temperatura central das estrelas é estupidamente grande. No Sol, por exemplo, a temperatura central deve atingir os $15 \times 10^6 \text{K}$, quer dizer, algo como 2.500 vezes maior que a sua temperatura na superfície. Na sequência principal, a temperatura central das estrelas varia de maneira aproximadamente proporcional à massa da estrela: uma estrela de $60M_{\odot}$ da sequência principal deve ter então uma temperatura central da ordem de $60 \times T_{\odot}(\text{centro}) = 60 \times (15 \times 10^6 \text{K}) = 0,9$ bilhão de graus!!!

As estrelas são bolas de gás quente *auto-gravitantes*, isto é, a estrela é mantida coesa por ação das forças gravitacionais geradas por ela própria, isto é, por sua própria massa. Imagine um pedacinho da estrela a uma certa distância do centro da estrela: a força de gravidade produzida pelo resto da massa da estrela *interior* à posição do nosso pedacinho é que produz o seu peso, que o puxa em direção ao centro da estrela. O peso do nosso pedacinho tem que ser contrabalançado por uma outra força, senão ele cairia em direção ao centro e, como ele, o restante da estrela, que assim iria colapsar. Esta força é exercida pela pressão do gás quente que constitui o interior da estrela⁹. Se, numa fantasia, pudéssemos “desligar” a pressão do gás no interior do Sol, bastaria 1 hora para ele colapsar e se transformar num buraco negro.

⁹ Além do gás, o campo de radiação eletromagnética também exerce uma pressão que contribui significativamente para o equilíbrio da estrela.

O balanço entre a pressão do gás (na verdade as diferenças de pressão, ou o seu *gradiente*) e a gravitação é fácil de ser entendido. Considere o interior da estrela e considere aí uma camada esférica imaginária, constituída pelo gás ali contido, entre as suas duas superfícies, tal como na Figura 3. Do lado da superfície interna da camada, a pressão do gás da estrela *empurra* a camada para fora, enquanto que na superfície externa, o gás da estrela *emphpressiona* a camada para dentro. Como a estrela está em equilíbrio, a camada não se move: será o próprio peso da camada que irá contrabalançar a diferença entre as pressões externa e interna, de modo que:

$$\text{Diferença das Pressões} = \text{Peso da Camada}^{10}$$

Esta expressão é conhecida como *equação de equilíbrio hidrostático*. A estrela pode ser imaginada como constituída por um grande número de camadas esféricas concêntricas, de modo que, à medida que vamos mergulhando em direção ao centro, a pressão do gás vai crescendo a medida que passamos de uma camada para outra. No centro, a pressão atinge o seu valor máximo. Nas regiões centrais das estrelas a pressão do gás atinge valores fantasticamente grandes: no centro do Sol ela é de 10^{11} atm (100 bilhões de atmosferas), o que equivale à pressão exercida por um cilindro de base igual a uma moedinha de 50 centavos, mas pesando 100 milhões de toneladas!!!

¹⁰ Mais corretamente esta equação deveria ser escrita assim: $P_{int} \cdot A_{int} - P_{ext} \cdot A_{ext} = \text{Peso da Camada}$, sendo P_{ext} e P_{int} as pressões externa e interna respectiva e A_{ext} e A_{int} as áreas das camadas externa e interna, respectivamente.

$$(\text{Pressão Externa}) \times \left(\begin{array}{l} \text{Área da} \\ \text{superfície} \\ \text{interna da} \\ \text{camada} \end{array} \right) - (\text{Pressão Interna}) \times \left(\begin{array}{l} \text{Área da} \\ \text{superfície} \\ \text{externa da} \\ \text{camada} \end{array} \right) = \text{Peso da Camada}$$

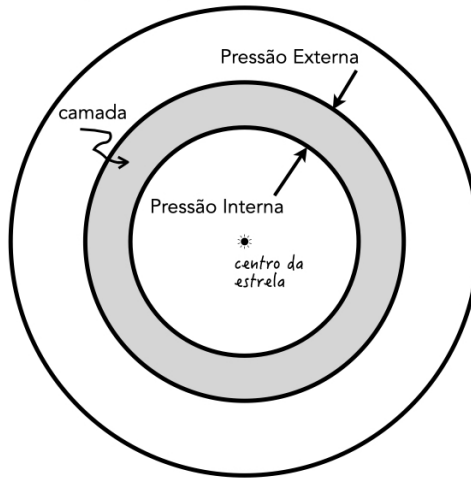


Figura 3 – O Equilíbrio Hidrostático (Fonte: Elaboração do autor.)

7.2.2 Por que as temperaturas são tão altas?

A densidade média de massa do Sol é cerca de $1,4 \text{ g/cm}^3$ (gramas por centímetro cúbico), isto é, 1,4 vezes a densidade da água. No entanto, a densidade no centro do Sol é mais de 100 vezes maior, aproximadamente 150 g/cm^3 . Não existe nada parecido no mundo das substâncias sólidas ou líquidas: nenhum sólido ou líquido pode existir a estas densidades, suportando as enormes pressões que prevaleceriam. Na verdade, a única forma de matéria possível no Sol (e nas estrelas em geral), é a forma gasosa, a temperaturas extremamente altas.

A pressão de um gás é proporcional ao produto da sua temperatura pela sua densidade. Resulta então que para termos altas pressões necessitamos altas temperaturas. Esta é a razão das altas tem-

peraturas no interior das estrelas: a necessidade de grandes pressões que equilibrem a força de gravidade produzida pela enorme quantidade de massa que as estrelas contém.

Um gás a temperaturas de milhões de graus não se parece em nada com o gás melhor conhecemos, a atmosfera terrestre. Ali os átomos se movem com velocidades altíssimas, centenas de quilômetros por segundo¹¹. Quando eles colidem uns com os outros - e isto acontece com frequência, nestes meios tão densos - a interação é tão violenta que todos seus elétrons são arrancados e os átomos tornam-se completamente *ionizados*: este gás consiste, de fato, apenas de núcleos atômicos e elétrons movendo-se muito rápido e independente uns dos outros¹². A radiação que é produzida por este gás quente e denso é essencialmente raios-X, muito energéticos. Não é aquela radiação visível e luminosa que escapa da superfície – muito mais fria – da estrela. Os fótons de raios X produzidos no interior estelar dificilmente conseguem escapar para o exterior: em média eles conseguem viajar apenas algo como um décimo-milésimo de cm (0,0001 cm, isto é, 1 micrão), antes de serem capturados e absorvidos, ou desviados, por algum outro núcleo ou elétron do gás.

Podemos assim entender porque as estrelas são intrinsecamente luminosas, ao contrário dos planetas. No seu interior as altas pressões necessárias para contrabalançar a gravidade *impõem*

¹¹ A velocidade média das partículas de um gás varia aproximadamente com a raiz quadrada da sua temperatura (mais exatamente $\sqrt{T/m_p}$ onde m_p é a massa da partícula). Na nossa atmosfera terrestre, com temperaturas da ordem de $27^\circ\text{C}=300\text{K}$, as moléculas de oxigênio tem velocidade média de aproximadamente 0,5 km/s.

¹² Um gás encontra-se *ionizado* quando seus átomos e/ou moléculas eletricamente *neutros*, tem as envoltórias eletrônicas arrancadas, em parte ou completamente. Quando isto acontece, a composição do gás passa a ser de *elétrons* livres e dos *íons* dos átomos e moléculas que tiveram seus elétrons arrancados. Nas temperaturas prevalentes no interior das estrelas, qualquer molécula porventura formada é imediatamente destruída, de modo que os *íons* do gás são na realidade *íons* atômicos de Hidrogênio: H^+ , e Hélio: He^+ e He^{++} .

altíssimas temperaturas. A radiação produzida por este gás extremamente quente, lentamente escapando em direção à superfície, é que é responsável pela luminosidade da estrela.

Por outro lado, as reações nucleares que ocorrem no seu interior compensam esta perda de energia, de modo que a estrela pode se manter luminosa por grandes períodos de tempo.

Assim, em última análise podemos dizer que as estrelas são intrinsecamente luminosas não por causa da energia nuclear produzida no seu interior, mas por causa das enormes massas que elas precisam sustentar.

7.2.3 Convecção e ondas sonoras nas estrelas

A radiação que é produzida nas regiões centrais das estrelas é constantemente desviada ou absorvida, sendo depois reemitida, pelas partículas (núcleos e elétrons) do gás¹³. Estes processos dificultam, ou mesmo bloqueiam, o fluxo da radiação em direção à superfície (como na Figura 4). Esta resistência ao fluxo da radiação é chamada de *opacidade*. Quando a opacidade é alta, como muitas vezes acontece, o gás bloqueia a radiação e o transporte de calor das regiões de alta temperatura em direção a superfície tem que ser feito por *convecção*¹⁴: a radiação bloqueada sobre aquece o gás localmente, sua temperatura aumenta acima do indicado pelo equilíbrio hidrostático, ele se expande e começa um movimento ascendente (Lei de Arquimedes!) até que a densidade da bolha iguale a da camada exterior. Desta forma, o gás se põe em movimento formando corren-

¹³ O gás no interior das estrelas é tão quente que seus átomos encontram-se *ionizados*, isto é, seus elétrons encontram-se separados – livres dos seus respectivos átomos.

¹⁴ Além da radiação – o processo mais eficiente de todos – e da convecção, um outro processo possível no transporte da energia térmica é a *condução*: a transmissão de energia se dá na interação direta entre as partículas do meio. Nas condições prevalecentes nas camadas superiores das estrelas é um processo muito pouco eficiente.

tes ascendentes quentes e correntes descendentes frias, carregando para cima energia térmica do interior das camadas mais profundas.

No Sol é isto que ocorre nas camadas mais externas, cuja opacidade é muito alta: a radiação proveniente do interior não consegue se difundir adequadamente. Em consequência as camadas mais externas do Sol, na sua *envoltória convectiva*, entram num estado de convecção semelhante a uma chaleira d'água em ebulição. É desta forma que a energia, que havia sido transportada pela radiação até a base destas camadas, é finalmente transmitida para a superfície.

As estrelas da sequência principal com massas menores que a massa do Sol possuem envoltórias convectivas profundas. Em contraste as estrelas da sequência principal com massas maiores que $2M_{\odot}$ não tem envoltórias convectivas: a opacidade das camadas superiores não é tão grande assim e a radiação pode se difundir até a superfície da estrela. Estas estrelas, contudo, possuem um “caroço” convectivo, isto é, uma região em torno do seu centro, onde ocorrem correntes de convecção. Nessas estrelas a energia nuclear é produzida numa região central muito pequena, de modo que o fluxo de energia aí é muito grande e a radiação, sozinha, não consegue dar conta do seu transporte: por isso ali se estabelecem movimentos convectivos no gás.

A música das estrelas rivaliza com a das baleias. O seu interior é uma sinfonia de sons, reverberando fragores e trovões e sibilando agudos lamentos. Ninguém disse para a estrela qual deveria ser o seu tamanho e que forma que deveria ter, qual deveria ser a sua temperatura, o quanto deveria brilhar e como ela poderia compensar a energia que escapa continuamente da sua superfície. Como é que uma determinada camada da estrela pode saber quais devem ser suas condições de pressão e temperatura para se manter em equilíbrio, em harmonia com o resto da estrela? São as ondas acústicas que, percorrendo a estrela em cerca de 1 hora aproximadamente, permitem que as várias partes da estrela se comuniquem umas com as outras, tornando possível encontrar, a todo momento, o estado de

equilíbrio mais apropriado e natural. A estrela se reajusta vibrando em vários modos de baixa frequência. Na outra ponta da escala sonora, umas 60 oitavas acima, o sibilar das partículas de alta velocidade, se encontrando e se empurrando, umas às outras, produzem ondas sonoras que conseguem viajar apenas pequenas distâncias, no interior da estrela. Não bastasse essa imensa orquestração de sons, a estrela também funciona como um enorme alto-falante. Como a densidade de matéria decresce do centro para fora, as ondas sonoras, à medida que se propagam, aumentam de amplitude e, portanto, de intensidade. Resulta que aflora nas camadas superficiais da estrela, uma torrente de ondas sonoras amplificadas que se propagam através dela, acabando por se dissipar nas camadas atmosféricas da estrela. No caso do Sol, que tem a sua envoltória convectiva como fonte de ondas sonoras, o contínuo bombeamento de energia através de ondas acústicas ajuda a manter a coroa a temperaturas da ordem um milhão de graus Kelvin. A coroa solar, normalmente vista durante os eclipses, é a camada mais alta da atmosfera da Sol: ela é tão rarefeita que é incapaz de se livrar de toda a energia que recebe na forma de radiação. Então, sua única saída é expandir-se e expulsar o excesso de energia. Desta maneira a alta atmosfera do Sol se parece com um gigantesco motor a jato: o combustível é o gás das camadas inferiores que, aquecido pelas ondas acústicas, é expulso em alta velocidade. Este fluxo de matéria em expansão para fora do Sol é chamado *vento solar*. Ele é capaz de extrair do Sol algo como 100 toneladas de massa por segundo! Este fenômeno não é exclusivo do Sol: outras estrelas também têm seus ventos estelares, algumas vezes muito mais intensos que os do Sol – tão mais intensos que podemos dizer que algumas destas estrelas estão literalmente desaparecendo, evaporando-se em escalas de tempo de não mais que alguns milhões de anos.

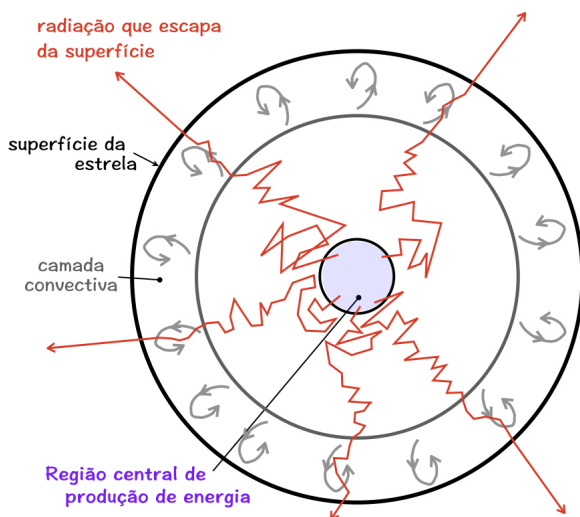


Figura 4 – Representação livre da difusão dos fótons no interior de uma estrela como o Sol. No caso específico do Sol, o tempo que a radiação leva para se difundir desde o centro até a base da envoltória convectiva é da ordem de 10 milhões de anos. Quer dizer, se por acaso a produção de energia nuclear no Sol cessasse abruptamente, nós só perceberíamos que algo de importante aconteceu na superfície do Sol, 10 milhões de anos depois! (Fonte: Adaptado de Harrison, 1981.)

7.3 A geração de energia nuclear nas estrelas

As estrelas são imensos reatores atômicos produzindo energia a partir de reações *nucleares*. A luz do Sol que nos alimenta é produzida no interior profundo do Sol. Para entender isto vamos precisar nos deter um pouco e examinar como a energia nuclear é gerada e como isto ocorre nas estrelas.

7.3.1 Os núcleos atômicos

Todos os átomos têm um pequeno núcleo de *carga elétrica positiva*, rodeado por uma nuvem comparativamente grande de *elétrons* de mesma carga elétrica, porém negativa. Resulta portanto que

os átomos são eletricamente neutros. Os átomos se unem formando moléculas e as moléculas mantêm-se coesas graças às forças elétricas entre os átomos que as compõem, forças que resultam do compartilhamento de seus elétrons mais externos. Estas forças elétricas moleculares não são muito fortes quando comparadas com as forças nucleares. Assim, se numa reação química ocorrer um rearranjo de átomos numa molécula, ou a sua quebra, o resultado será a liberação, ou talvez absorção, de uma quantidade relativamente pequena de energia *química*. A energia química é a forma de energia mais utilizada pela humanidade, por exemplo queimando petróleo ou carvão.

O núcleo propriamente é constituído por outras partículas, conhecidas como *núcleons*, que podem ser *prótons*, de carga elétrica positiva, ou *nêutrons*, que não têm carga elétrica. Estes núcleons são mantidos coesos no núcleo, graças a uma outra força, que só ocorre entre núcleons e é denominada *força forte*. A força forte é, comparativamente, muito mais forte do que as forças elétricas. Em consequência disso, quando promovemos um rearranjo no núcleo, ou a sua quebra, teremos liberação, ou absorção, de energia – nuclear – muitas vezes maior do que numa reação química.

Suponha que fosse possível dispor de uma reserva de núcleons livres – prótons e nêutrons – que poderíamos combinar e juntar de diferentes maneiras, produzindo os núcleos atômicos dos elementos químicos da tabela periódica¹⁵. Sempre que um núcleo atômico é construído a partir dos seus núcleons individuais, ocorre uma liberação de uma certa quantidade de energia. Isto ocorre porque os núcleons estão sempre sendo atraídos uns aos outros: mantê-los dispersos e separados, no reservatório fictício, requer muito mais energia do que deixa-los se juntar, grudados pela força forte. Esta energia em excesso é denominada *energia de ligação do núcleo*. Quando os os núcleons, separados, juntam-se para formar o núcleo de um determinado elemento da tabela periódica, esta energia deve ser liberada. Ao contrário, se quisermos fragmentar um núcleo atômico

¹⁵ Aliás este era o sonho dos alquimistas da Idade Média.

em todos os seus componentes, nos seus núcleons, teremos que fornecer uma quantidade energia equivalente à sua *energia de ligação*.

Todas as coisas são coesas por algum tipo de energia de ligação. Por exemplo, uma pedra está presa à Terra através da força de gravidade: a sua energia de ligação (à Terra) é a quantidade de energia que seria liberada se a mesma pedra caísse na Terra, vinda do espaço. Neste caso, a força de atração é a força gravitacional, muito mais fraca que a força elétrica. No caso das moléculas, a força atrativa é a força elétrica. No caso dos núcleos, é a força forte. Por outro lado, se quisermos “desmontar” um objeto nos seus componentes individuais, precisaremos gastar energia, numa quantidade exatamente igual à sua energia de ligação.

É mais conveniente, no caso dos núcleos atômicos, pensar na energia de ligação por núcleon, calculada dividindo a energia de ligação total do núcleo pelo *número de massa*, do núcleo. O número de massa de um elemento da tabela periódica (símbolo A) é simplesmente o número total de núcleons contidos no seu núcleo. A Figura 5 mostra como varia a energia de ligação por núcleon dos elementos químicos da tabela periódica, em função do seu número de massa. Como se pode ver, energia de ligação por núcleon primeiro aumenta desde os elementos químicos mais leves, até atingir u valor máximo, quando $A = 56$, que corresponde ao núcleo do Ferro, e depois diminui para os núcleos mais pesados, de número de massa maior.

Como podemos ver pela Figura 5, se por exemplo dispusermos de 224 núcleons livres, teremos mais energia liberada construindo 4 núcleos de Ferro do que construindo um único núcleo do elemento químico Rádio, cujo número de massa é $A=224$.

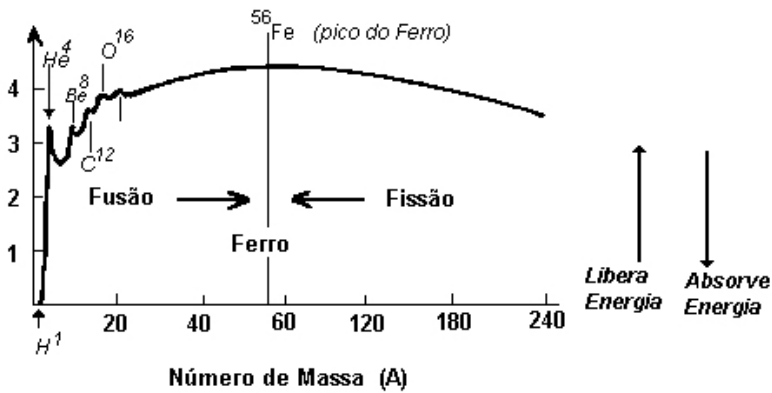


Figura 5 – A curva da energia de ligação dos núcleos atômicos dos diferentes elementos químicos (alguns deles assinalados). A máxima energia de ligação por núcleon ocorre para a região do pico do Ferro, i.é, para os núcleos na região em torno de $A = 56$, o número de massa do Ferro. (Fonte: Adaptado de Harrison, 1981.)

7.3.2 Fusão ou fissão?

Na verdade, é praticamente impossível dispor de núcleons livres como nas experiências imaginárias que fizemos na secção anterior. Os prótons são fáceis de encontrar, pois eles são os núcleos dos átomos de Hidrogênio, o elemento mais abundante do Universo. Mas os nêutrons são muitíssimo raros: quando ficam livres eles *decaem*, isto é, transformam-se em outras partículas, muito rapidamente. Assim, se realmente quisermos brincar de alquimistas precisaremos utilizar os núcleos já existentes e a partir deles construir os outros. Podemos juntá-los, e então teremos um processo de *fusão nuclear*, ou quebrá-los em núcleos menores, no processo de *fissão nuclear*. No entanto, embora o objetivo dos alquimistas fosse a transmutação dos elementos, o objetivo da estrela é obter energia nuclear suficiente para compensar as suas perdas. Isto só pode ser realizado

quando o núcleo final tem energia de ligação *maior* que os núcleos iniciais. Olhando para a Figura 5, vemos que para aumentar a energia de ligação é necessário sempre caminhar em direção ao pico do Ferro. Assim, se estivermos à esquerda, isto é, se dispusermos unicamente de núcleos de elementos mais leves que o Ferro, obteremos energia pela fusão de núcleos leves em núcleos mais pesados: é assim que as estrelas obtêm sua energia nuclear. Por outro lado, se estivermos à direita, teremos energia pela fissão de núcleos pesados em núcleos mais leves: esta é a maneira pela qual a Humanidade obtém energia nos seus reatores nucleares.

As estrelas da sequência principal obtêm sua energia por um processo de fusão de 4 núcleos de Hidrogênio, isto é, 4 prótons, formando 1 núcleo de Hélio - é a chamada *queima do Hidrogênio*. Todavia, a massa de 1 núcleo de Hélio é cerca de 1% menor que a soma das massas de 4 prótons! Isto acontece porque a energia e a massa são equivalentes, de modo que a energia liberada no processo de fusão equivale a uma perda de massa, a qual é igual a uma pequena fração da massa original dos 4 prótons. Na verdade, qualquer forma de energia equivale a uma massa: por exemplo, uma chaleira de água quando aquecida até o ponto de ebulição pesa um bilionésimo de grama a mais do que quando a água está fria, porque o calor é uma forma de energia e portanto tem massa¹⁶. Segundo a famosa fórmula de Einstein, a equivalência da energia com a massa se expressa assim:

$$Energia = Massa \times c^2$$

onde c simboliza a velocidade da luz. Assim, poderíamos, em princípio, transformar 1 tonelada de matéria em energia: isto supriria a humanidade de energia por pelo menos 1 ano... O Sol produz energia consumindo sua massa a uma taxa de 4 milhões de toneladas por segundo.

¹⁶ Se você decidir fazer esta medida, não esqueça de fechar hermeticamente a sua chaleira: qualquer molécula de vapor d'água que escapar irá falsear o resultado!

As estrelas da sequência principal produzem sua energia pela queima do Hidrogênio e a sua lenta transmutação em Hélio. A energia é produzida na região central da estrela, onde a temperatura e a densidade são mais altas, e então lentamente é transportada para a sua superfície. Isto no leva à seguinte questão: Por que a energia é liberada tão lentamente? Por que as estrelas não explodem, liberando instantaneamente uma imensa quantidade de energia nuclear?

7.3.3 O efeito túnel

Há dois fatores que impedem que as reações de fusão dos prótons sejam mais rápidas. Uma delas é a chamada *barreira coulombiana*, que acontece porque os prótons têm carga de mesmo sinal e, portanto, se repelem. A repulsão elétrica age como uma barreira¹⁷. Quando dois prótons entram em colisão direta, a distância mínima que atingem antes de se repelirem depende da velocidade que tinham: quanto mais rápidos mais próximo irão estar antes de começarem a se afastar devido à repulsão elétrica. Para atingir a distância mínima necessária para iniciar a reação de fusão, os prótons necessitariam ter velocidades da ordem de 10.000 km s^{-1} . No entanto, a velocidade média dos prótons no centro do Sol é de apenas 500 km s^{-1} e, na verdade, em todo o Sol não devemos encontrar nenhum próton com velocidade tão alta! Como, então, é possível que os lentos prótons solares ultrapassem a barreira coulombiana? Isto acontece graças a um fenômeno denominado *efeito túnel*, pelo qual existe efetivamente a possibilidade de que um próton atravesse “incólume” uma barreira coulombiana, não importando qual velocidade tenha. A probabilidade que isto ocorra – cujo valor depende da velocidade do próton - pode ser calculada a partir das regras da *Mecânica Quântica*, a única teoria física capaz de descrever corretamente o mundo das partículas atômicas e subatômicas. No centro do Sol, levando em conta que a velocidade média dos prótons é de 500 km s^{-1}

¹⁷ O nome *barreira coulombiana* vem da lei de Coulomb que descreve as forças - de atração ou repulsão - que ocorrem entre cargas elétricas

e que existem prótons com velocidades maiores e menores que a média, a probabilidade de penetração da barreira coulombiana é de aproximadamente 10^{-9} , quer dizer, uma chance de penetração, por efeito túnel, em 1 trilhão (10^9) de colisões diretas entre dois prótons. Considerando que no centro do Sol devem ocorrer aproximadamente 10^9 colisões diretas por segundo, então vê-se que, em média, a cada segundo 1 próton é capaz de penetrar a barreira coulombiana e encontrar-se face a face com outro próton. Mas isso não é tudo.

7.3.4 Interações fracas

Existe um segundo obstáculo para a ocorrência da fusão do Hélio: o fato de que nêutrons livres são raríssimos na natureza. Aonde obtê-los? Na verdade podemos obtê-los fazendo uso da 4a força da natureza, a chamada *interação fraca*. Através dela pode-se obter a transmutação de um próton num nêutron, o que acontece sempre com a emissão de um *pósitron* (e^+)¹⁸ e de uma partícula denominada *neutrino* (ν), cuja massa é muito menor que a massa do elétron¹⁹. Este processo de transmutação de prótons chama-se *decaimento beta*. O problema é que o decaimento beta é um processo muitíssimo lento. É tão lento que, em média, apenas uma vez a cada 10 bilhões de anos iremos ver dois prótons se encontrando cara a cara, reagindo violentamente e liberando energia a medida que um deles se transforma num nêutron e até se juntarem para formar um núcleo de *deutério* (H^2)²⁰. Uma vez formado o deutério, todo o resto se passa rapidamente. Logo o deutério se combina com outro próton, formando o núcleo de Hélio-3 (He^3) (2 prótons e 1 nêutron) e libe-

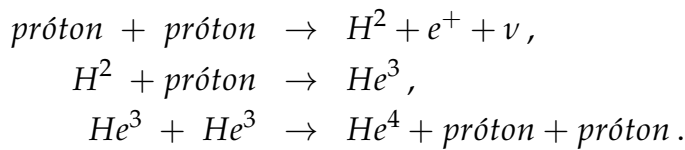
¹⁸ O pósitron (e^+) é a *antipartícula* do elétron (e^-), de carga negativa. Pode-se dizer que ele é idêntico ao elétron, mesma carga elétrica, mas de sinal trocado. No entanto quando o elétron e pósitron interagem eles se *aniquilam*: transformam-se em radiação e desaparecem.

¹⁹ Estima-se que o neutrino tenha massa 4 milhões de vezes MENOR que a massa do elétron...

²⁰ Também chamado de "Hidrogênio pesado".

rando ainda mais energia. Os núcleos de Hélio-3 então combinam-se rapidamente para formar um núcleo de Hélio-4 (He^4), o isótopo do Hélio mais comum na natureza.

Esta sucessão de reações, nas quais 4 prótons se combinam para formar um núcleo de Hélio-4, é conhecida como a queima do Hidrogênio ou *ciclo p – p*. O *ciclo* pode ser esquematizada como a seguir:



sendo e^+ o pósitron, ν o neutrino, H^2 o núcleo de Deutério, He^3 o de Hélio-3 e He^4 o de Hélio-4.

7.4 O nascimento das estrelas

7.4.1 As nuvens interestelares: berçário das estrelas

A maioria das estrelas da nossa Galáxia formou-se há muito tempo²¹. Apesar disso muitas estrelas são ainda relativamente jovens e novas estrelas também ainda estão se formando, tal como ocorre, por exemplo, na nebulosa de Orion. As novas estrelas nascem nas grandes nuvens de gás e poeira – nuvens escuras – que se espalham pelo meio interestelar. Estas nuvens, chamadas *nuvens moleculares*, são formadas por mais de 80% de Hidrogênio *molecular*, i.é, dois átomos de Hidrogênio ligados formando uma molécula: H_2 ; uns 18% de Hélio (He^4) e os 2% restantes de elementos mais pesados, começando pelo Oxigênio e o Carbono na forma de moléculas de monóxido de carbono CO e metanol (CH_4O). Além disso as nuvens moleculares contêm poeira em altas concentrações, o que as torna completamente opacas.

²¹ Ver também o Capítulo 6 deste livro.

Estas nuvens são imensas: várias centenas de parsecs, chegando a mais de 100 anos-luz de diâmetro. Elas contém uma quantidade imensa de massa na forma gasosa, de centenas a milhares de vezes a massa do Sol. Estima-se que aproximadamente 10% de toda a massa da nossa Galáxia está na forma destas nuvens moleculares ou seja algo equivalente a 10 bilhões de Sóis. Se todas elas fossem convertidas em estrelas, a Galáxia seria provavelmente uma das galáxias mais brilhantes (e nós, aqui na Terra, morreríamos torrados com a imensa radiação proveniente de todas estas estrelas...). Felizmente, em condições normais, as nuvens moleculares não são muito produtivas. A maioria delas passa milhares de anos sem atividade alguma. Na Galáxia inteira nascem menos de uma dezena de estrelas por ano!

A maioria das estrelas jovens da Galáxia ainda se encontram próximas aos locais de seu nascimento, ainda estão envolvidas pelos restos da nuvem que lhes deu origem. É muito frequente encontrar centenas de jovens estrelas reunidas em aglomerações que chamamos de aglomerados *abertos*. Um exemplo são as Plêiades, mostrada na Figura 6 a seguir. Em casos como este, fica claro que as estrelas nasceram mais ou menos ao mesmo tempo, de uma mesma nuvem interestelar.



Figura 6 – O aglomerado estelar das Plêiades, que pode ser visto a olho nú em noites estreladas. Situa-se a cerca de 400 anos-luz da Terra, com diâmetro de 13 anos-luz, aproximadamente. O sistema contém mais de 3.000 estrelas jovens, mas apenas as 6 (às vezes até 7) mais brilhantes são visíveis a olho nu. A luz difusa que envolve as estrelas do aglomerado é a própria luz estelar espalhada pelos restos da nuvem molecular original que ainda envolve o sistema. Estima-se que o sistema tenha nascido há 60 milhões de anos atrás, aproximadamente. O nome, Plêiades, vem do grego, que significa “as 7 irmãs”. Entre nós é conhecida como os “7 estrelas” e os índios tupi a chamam de “Cyiuce” (Fonte: Antonio Fernandez-Sanchez @ APOD.)

7.4.2 Por que nascem as estrelas?

As grandes nuvens moleculares geram estrelas no seu interior por causa de um fenômeno conhecido como *instabilidade gravitacional*. Num certo sentido, a instabilidade gravitacional pode ser entendida como o inverso do equilíbrio hidrostático que prevalece nas estrelas. Naquele caso, como vimos, o peso de uma camada é equilibrado pela diferença das pressões nos dois lados da camada. Se, por

alguma razão, o peso da camada superar a diferença de pressões, teremos o início de um movimento de contração que pode se transformar num colapso, isto é, todas as camadas se precipitam em direção a um centro ao mesmo tempo. Forma-se um coágulo de gás mais denso e quente no interior da nuvem: é a *proto-estrela*. À medida que a contração se desenvolve, a temperatura interna do coágulo aumenta até que, em algum momento, as condições de densidade e temperatura tornam-se favoráveis ao início da fusão do Hidrogênio e a consequente produção de energia nuclear. Assim nascem as estrelas.

As grandes nuvens interestelares são muito frias, algo como 10K a 100K, isto é, menos que -200°C ! Por outro lado elas são também muito pouco densas: menos que 10^{-22} gramas por cm^3 , isto é, umas poucas dezenas de átomos por cm^3 . Sendo tão pouco densas, elas facilmente encontram seu equilíbrio hidrostático, apesar das baixíssimas pressões internas. Na verdade, não é raro encontrarmos nuvens moleculares em expansão: quer dizer, as pressões internas são maiores que as forças de gravitação ²².

Como podemos ver, a situação das nuvens moleculares não é em nada propícia à geração de estrelas no seu interior. Isto talvez explique a sua baixa produtividade. Como, então, nascem as estrelas? Ocorre que as nuvens sofrem também a ação de outros fatores, externos e internos a elas, capazes de comprimi-las localmente, aumentando a densidade local e assim provocando instabilidades gravitacionais locais. O principal fator externo são os *braços espirais* da Via Láctea, na realidade o fator mais importante, pois é ele que dá início a todo o processo ²³. O principal fator interno é a explosão das

²² Para se ter uma ideia do quão rarefeita são estas nuvens, compare a sua densidade de átomos com a da atmosfera terrestre a 50km de altura, que é algo em torno de 10^{16} átomos por cm^3 , isto é, 100 *trilhões* de vezes superior! Porque são tão rarefeitas, a *opacidade* destas nuvens é praticamente nula.

²³ Os braços espirais das galáxias são ondas de compressão que, ao se propagarem pelo disco da galáxia, comprimem as nuvens de gás, induzindo a formação estelar.

estrelas de maior massa²⁴ formadas anteriormente no interior da nuvem. O material ejetado pela estrela que explode comprime localmente o gás, induzindo e acelerando o processo de formação estelar, que acaba se propagando por toda a nuvem como um incêndio numa floresta seca.

7.4.3 A vida das proto-estrelas

A instabilidade gravitacional induzida por estas causas, externas e internas, faz com que a nuvem entre num processo de coagulação generalizado – é a *fragmentação* da nuvem. Como a nuvem normalmente tem movimentos internos – uma turbulência interna – os coágulos, além da contração, apresentam também um movimento de rotação. No início, os coágulos são mais ou menos esféricos. Mas, à medida que se contraem, passam a girar cada vez mais rapidamente e, então, lentamente começam a se achatam, tornando-se oblatos. A região central, que tem que suportar o peso de todo o resto do coágulo, acaba se contraindo mais rapidamente, tornando-se mais densa e quente: é o *caroço* do coágulo.

Nas regiões externas ao caroço, que vão se tornando progressivamente mais achatadas por causa da rotação, o gás mantém-se moderadamente denso e frio. Isto favorece que os elementos mais pesados que o He comecem a se combinar, formando microscópicos grãos de poeira. Estes grãos, à medida que colidem uns com os outros, acabam se aglutinando em pequenas pedrinhas de rocha meteorítica e gelo que, mais tarde, darão origem a meteoroides e planetézimos os quais, por sua vez, mais adiante se aglutinarão formando *planetas*. Este deve ter sido o processo de formação do nosso Sistema Solar e assim deve ocorrer na maioria das estrelas.

Enquanto isso, o caroço do nosso coágulo continua seu processo de contração, tornando-se denso e quente, aproximando-se do estágio final. É a estrela primitiva, ainda envolta por uma grande

²⁴ Estrelas de massas maior que $3M_{\odot}$.

quantidade de gás e poeira. Em algum momento a temperatura e densidade do caroço atingem valores suficientemente altos, favorecendo a ocorrência dos processos de fusão do Hidrogênio em Hélio. A estrela como que "descobre" que tem acesso a um imenso reservatório de energia. Então ela entra num estado convulsivo, à procura da melhor estrutura de *equilíbrio* capaz de ajustar sua taxa de produção de energia à energia que consegue expulsar pela sua superfície na forma de radiação: ela se torna uma *estrela variável irregular* denominada *tipo T-Tauri*. Neste estado convulsivo, com movimentos convectivos internos percorrendo praticamente toda a estrela, a estrela primitiva passa a produzir um intenso vento estelar que, ao final, acaba por varrer de volta para o meio interestelar todo o material que a envolvia (e possivelmente boa parte da atmosfera dos planetas já formados e mais próximos dela...).

Quando a estrela, finalmente, encontra a sua melhor estrutura interna, ela entra num estado quiescente de queima do Hidrogênio em Hélio que pode durar bilhões de anos: ela agora uma *estrela da sequência principal*, como na Figura 2.

7.5 Vida e morte das estrelas

7.5.1 A estrela esgota seu reservatório de hidrogênio

O que irá acontecer com uma estrela da sequência principal depois de esgotado seu reservatório *central* de Hidrogênio? A história subsequente da estrela vai depender da sua quantidade total de massa. De maneira geral, as estrelas evoluem tanto mais rapidamente quanto maior for a sua massa²⁵. As estrelas de massa menor que o Sol, levam muito tempo para fazer isto, mais do que os 13,6 bilhões de anos, que é a idade da Galáxia. Sobre estas estrelas, só podemos tentar predizer o seu futuro, já que todas elas, mesmo as que nasceram nos primórdios da vida da Galáxia, ainda se mantêm

²⁵ Ver também o Capítulo 8 deste livro.

na sequência principal. As estrelas de massa maior que o Sol, no entanto, evoluem mais rapidamente.

Depois que a estrela consome todo o seu suprimento de Hidrogênio central, ela deixa a sequência principal e começa a se mover, no diagrama HR, em direção à região das estrelas *gigantes vermelhas* (confira a Figura 2). A região central agora é constituída quase que inteiramente de Hélio e não produz mais energia alguma. No entanto a estrela continua irradiando energia pela sua superfície. A maior parte desta energia está acumulada na região central, o caroço da estrela. O caroço perde energia, esfria-se e sai do equilíbrio hidrostático, começando a se contrair e liberando energia gravitacional, parte da qual irá se converter em calor no resto da estrela. A medida que se contrai, no entanto, aumenta a densidade e a temperatura do caroço. Duas coisas então irão acontecer.

Primeiro, o Hidrogênio das camadas logo acima do caroço central começa a queimar. Forma-se então uma camada de queima de Hidrogênio e esta queima irá acumular mais Hélio no caroço central, progressivamente aumentando seu tamanho e sua massa. Segundo, a outra parte da energia gravitacional liberada, junto com a energia nuclear produzida pela camada de queima do Hidrogênio, irá aquecer as partes externas da estrela, a envoltória, que começa a se expandir. A estrela aumenta o seu brilho e se torna, de fato, uma estrela *gigante vermelha*.

7.5.2 A velhice

A partir do momento que a estrela deixa a sequência principal, é sinal que está entrando na sua “3ª idade”. Ela tem, comparativamente, pouco tempo de vida. Ela “percebe”, tardiamente, que a vida na sequência principal era por demais calma e sedentária e decide que terá, ao menos, um final glorioso. Infelizmente, não lhe resta muito combustível nuclear. Agora tudo que pode fazer é tentar queimar o Hélio que ainda lhe sobrou, e proceder a fusão paulatina de

todos os elementos, passo a passo, até o Níquel e o Ferro. A cada passo, maiores densidades e temperaturas centrais são requeridas e o restante do combustível nuclear é queimado de forma cada vez mais rápida.

Estrelas gigantes vermelhas e anãs brancas

Vamos começar considerando as estrelas de massa menor que 2x a massa do Sol ($2M_{\odot}$). Estas estrelas terminam sua vida como anãs brancas. Durante sua fase gigante vermelha, estas estrelas continuam a contrair o seu caroço central até que a sua temperatura e densidade sejam suficientemente altas para iniciar a queima do Hélio em Carbono. Enquanto isto não acontece, a gigante vermelha continua a aumentar o seu brilho. No diagrama HR ela segue uma trajetória praticamente vertical. A ignição do Hélio ocorre quando a temperatura central chega aos 100 milhões de graus (10^8K). Ela acontece de repente: é o chamado *flash do Hélio*. O caroço central se expande subitamente e a luminosidade da estrela diminui até se estabilizar várias ordem de grandeza abaixo, enquanto o Hélio passa a ser queimado de maneira quiescente.

Nesta fase, ou mesmo antes do flash do Hélio, as estrelas produzem ventos intensos e perdem boa parte de suas envoltórias, deixando expostos seus caroços brilhantes. Quando o Hélio central é esgotado acaba a produção de energia nuclear e o caroço se contrai até se tornar uma anã branca. Neste ponto a estrela é constituída por uma envoltória de material ejetado, chamada *nebulosa planetária* e, mais ou menos no centro da nebulosa, uma estrela anã branca, de tamanho comparável ao da Terra, esfriando-se lentamente (cf. Figura 7).



Figura 7 – Nebulosa Planetária: esta é a nebulosa da Hélice, a mais próxima de todas as nebulosas planetárias conhecidas (700 anos-luz). Seu diâmetro é ~ 3 anos-luz. A pequena estrela central é o caroço brilhante da estrela cuja envoltória, hoje, constitui a nebulosa. (Fonte: C. R. O’Dell+, ESA, NOAO, NASA@ APOD.)

Dentro de uns 5 bilhões de anos, o nosso Sol também irá se tornar uma anã branca. Apenas uma luz pálida irá brilhar no nosso gelado planeta, e por muitos bilhões de anos.

7.5.3 As supernovas

Vamos, agora, considerar o caso das estrelas de maior massa, maior que $2M_{\odot}$, que, na fase de queima central do Hidrogênio, situam-se na parte superior da sequência principal (ver Fig 2). Como são muito massivas, o seu equilíbrio hidrostático exige pressões (e, portanto, temperaturas) muito elevadas. Com isso, elas rapidamente liquidam seu reservatório central de Hidrogênio e tem que

deixar a sequência principal em poucas dezenas de milhões de anos. Então, seguindo um caminho semelhantes as suas irmãs de menor massa, elas se tornam gigantes vermelhas monstruosamente grandes (chamadas *Super-Gigantes vermelhas*), com o caroço de Hélio rodeado por uma camada onde queima o Hidrogênio. À medida que o caroço se contrai, o Hélio começa a queimar, transformando-se em Carbono e Oxigênio. Logo a estrela passa a ter um caroço inerte de Carbono e Oxigênio, rodeado por uma camada de queima de Hélio, que por sua vez é rodeada por uma camada de queima de Hidrogênio. Passando o estágio de gigante vermelha, a estrela torna-se ainda mais luminosa, sofrendo agora de episódios de pulsação e de ejeção de gás a altas velocidades. Neste estágio, estas estrelas são por vezes denominadas *estrelas Wolf-Rayet*.

O caroço inerte de Carbono e Oxigênio passa então a se contrair de um novo equilíbrio. Quando a temperatura central atinge a casa dos 3 bilhões de graus e a densidade se aproxima dos milhões de gramas/cm³, o Carbono e o Oxigênio passam a reagir entre si, transformando-se progressivamente em Neônio, Magnésio, Silício, Fósforo, Enxofre, e assim por diante, até o Níquel e o Ferro.

No entanto, a energia nuclear liberada por esta profusão de reações é comparativamente pequena e logo é perdida, irradiada pela superfície da estrela.

Durante este estágio da estrela ocorrem outras perdas de energia, além daquela na forma de radiação eletromagnética. Hordas de neutrinos, produzidos nas próprias reações nucleares, e também pelo gás que se encontra a altíssimas temperaturas, propagam-se pela estrela livremente, sem nenhuma interação com a matéria. A luminosidade em neutrinos produzidos no interior do caroço aumenta tanto que chega a exceder a luminosidade em radiação eletromagnética da estrela. Chegado este ponto, a única reserva de energia que sobra para a estrela é sua energia gravitacional. Para compensar as perdas cada vez maiores de energia, o caroço tem que contrair cada vez mais rápido. A densidade e temperaturas centrais

vão aos píncaros e aí acontece o pior: o caroço começa a perder mais energia porque passa a produzir os elementos mais pesados que o Ferro (veja a Figura 5 para entender porque).

Agora a estrela está a uns poucos segundos da sua morte. As densidades são tão altas que os neutrinos já não conseguem escapar facilmente. Eles transportam energia do caroço para a envoltória que se aquece cada vez mais, até ao ponto em que reações nucleares começam a ocorrer no próprio manto estelar. O caroço em contração livre colapsa inteiramente, provocando a fissão de todos os elementos pesados, que se desintegram de volta em núcleos de Hélio. O vento de neutrinos se intensifica e se torna uma onda de choque que varre o manto estelar, explodindo no espaço. Nos últimos momentos do caroço em implosão, os próprios núcleos de Hélio são desintegrados em prótons e nêutrons: agora, toda a energia que a estrela irradiou durante os bilhões de anos que esteve na sequência principal deve ser imediatamente devolvida. O caroço encontra esta energia através de um colapso ainda mais catastrófico. Os elétrons são espremidos contra os prótons e, juntos, transmutam-se em nêutrons²⁶. O caroço colapsado, desvestido do seu manto explodido, emerge agora como uma *estrela de nêutrons* girando rapidamente. Esta explosão titânica, causada pela energia liberada na implosão do caroço e pela explosão do manto, resulta numa *Supernova*: por um curto período de tempo ela torna-se tão brilhante quanto todas as estrelas da Galáxia brilhando juntas. Se uma Supernova ocorresse a uma distância equivalente a Alfa Centauro, ela brilharia nos céus da Terra tanto quanto o Sol.

²⁶ Esta reação é chamada *decaimento beta-inverso*, porque é a reação inversa do decaimento beta discutido anteriormente.



Figura 8 – A Nebulosa do Caranguejo na constelação do Touro é uma das fontes mais intensas no Infra-Vermelho (amarelo na imagem), em luz visível (verde) e também em Raios-X (roxo) e Ultra-violeta (azul). Sua luminosidade total é 100.000 vezes maior que a luminosidade do Sol. Esta imensa energia da nebulosa vem do pulsar que se encontra no seu centro. Esta nebulosa é o resto de uma supernova que explodiu no ano de 1054 DC e que foi registrada pelos chineses e também pelos índios norte-americanos (a olho nú e durante o dia!!!) (Fonte: G. Dubner, A. Loll+ , T. Temim+, F. Seward - NASA, ESA, VLA/NRAO/AUI/NSF; Chandra/CXC; Spitzer/JPL-Caltech; XMM-Newton/ESA; Hubble/STScI@ APOD).

7.5.4 Estrelas de nêutrons e buracos negros

Uma estrela de nêutrons tem um raio pouco maior que 10km e densidade perto dos 1000 trilhões de gramas/cm³. Uma gotinha de matéria neutrônica – a matéria constituinte destas estrelas - pesaria na Terra milhões de toneladas. Estrelas de nêutrons possuem campos magnéticos extremamente intensos, chegando a intensidades de 10¹² gauss – um trilhão de vezes mais intenso que o campo

magnético da Terra. As estrelas de nêutrons nascidas das cinzas de uma estrela, começam sua vida girando rapidamente, a centenas de voltas por segundo, mas o seu eixo de rotação raramente coincide com o eixo de dipolo magnético (o que também acontece com a Terra). A rotação extremamente rápida, combinada com o campo magnético intenso leva à produção de pulsos de ondas de rádio, muito intensos e colimados: são verdadeiros faróis de rádio no cosmos. São os pulsares.

Assim, das cinzas da estrela morta uma nova estrela nasce, uma estrela que envia através do espaço uma mensagem pulsada que chega aos confins da Galáxia. Por milhões de anos, pulsando cada vez mais lentamente, o pulsar irradia sua energia rotacional.

As estrelas de nêutrons nunca têm massas maiores que o equivalente a 3x a massa do Sol. Isto acontece porque esta matéria “neutrônica” – feita só de nêutrons – não é capaz de suportar forças gravitacionais muito mais intensas, que seriam produzidas por massas ainda maiores. Por isso a implosão dos caroços centrais das estrelas de grande massa nem sempre resulta em estrelas de nêutrons: se a massa for maior que este valor crítico, a implosão vai continuar até ... produzir um *buraco negro*!

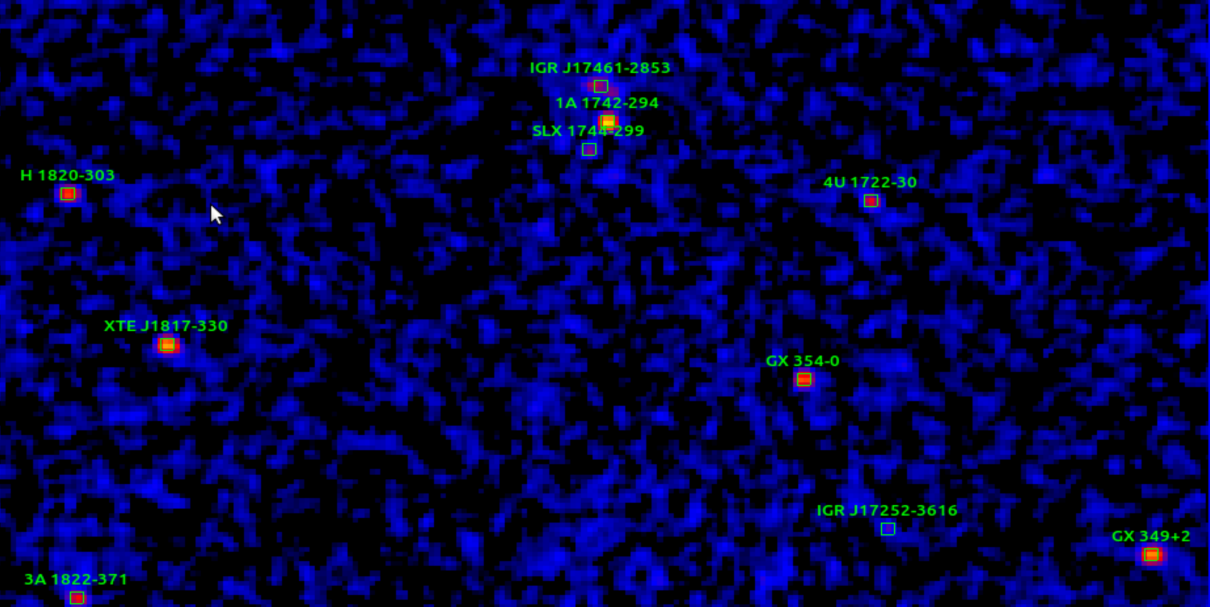
Não vamos discutir estes objetos tão intrigantes, apenas comentar que possuem campos gravitacionais extremamente intensos. O espaço-tempo no seu entorno é completamente encurvado e a matéria que porventura estiver muito próxima a ele será inexoravelmente atraída e nunca poderá escapar.

Referências

Harrison, E.R. *Cosmology – The Science of the Universe*, Cambridge, 1981.

(Com agradecimentos: este texto foi fonte de inspiração de boa parte deste capítulo.)

Hartmann, W.K. *Astronomy: The Cosmic Journey*, Wadsworth Publishing, 1989.



8. Estágios Finais de Estrelas

Flavio D'Amico

8.1 Introduções

Eu preciso gastar algumas linhas pra introduzir o tema proposto aqui.

8.1.1 Sobre este texto

Existe, já, na literatura em língua portuguesa, vários textos sobre estágios finais de estrelas. Este texto, então, se justifica? É claro que a minha resposta é sim: se não a fosse, porque estaria eu aqui escrevendo? Deixem-me, então, deixar claro pra todos vocês quais os meus objetivos, minhas expectativas ao longo deste capítulo.

8.1.2 Sobre os objetivos

Gastar-se-iam pelo menos 3 livros (grossos!) para que eu descrevesse, minimamente, a fenomenologia que envolve os objetos compactos, ou estágios finais de estrelas. E ainda assim pela mi-

nha lente restrita observacional. Eu venho trabalhando com objetos compactos nos meus últimos 20 anos de carreira, grosso modo, sob a perspectiva da luz que estes emitem em raios X e, ainda mais, em raios X “duros”, isto é, fótons com energia (mínima) da ordem de 20 keV (e máxima da ordem de 200 keV). Por comparação, um fóton “azul”, na região visível do espectro eletromagnético, tem energia da ordem de 4 eV.

Meus objetivos nas próximas páginas, portanto, serão bem mais modestos. Ao final desta leitura, eu espero poder conseguir posicionar você, leitor, introdutoriamente no tema. E eu pretendo fazer isso seguindo a evolução estelar, ou seja, eu vou seguir a vida e a evolução das estrelas, tema de um capítulo (fundamental!) escrito aqui nestes volumes pelo Hugo Capelato, para mostrar como se formam os objetos compactos: eu, assim, vou introduzir o tema seguindo a evolução estelar, uma abordagem que me parece bastante didática e apropriada. Vou também me concentrar em mostrar como nós os observamos, repito, com o viés natural observacional que eu carrego. Eu tenho artigos publicados que tratam de variabilidade espectral com os três objetos compactos.

8.1.3 Estágios finais de estrelas, ou objetos compactos

Os objetos compactos são três: anãs brancas (as vezes eu vou usar AB ao longo do texto), estrelas de nêutrons (EN) e buracos negros (BH). Vão aqui já mais agradecimentos ao Hugo Capelato que, na minha opinião, até cunhou um termo melhor para se chamar os objetos compactos: estrelas de 3ª idade! Na literatura aparece, ainda, um termo que eu não gosto muito: estrelas mortas (mortas no sentido que são objetos que aparecem após a exaustão do combustível nuclear das estrelas).

Como estes objetos se formam com a evolução estelar como guia? Quais são as evidências observacionais da existência de cada um deles? São estas as duas questões que, minimamente, eu acho

que tenho que responder para cumprir meus objetivos. Traçado meu plano, podemos iniciar, mas eu preciso, antes, revisar algumas coisas que me serão importantes. Revisar resumidamente.

8.2 Revisões rápidas

8.2.1 Efeitos térmicos em gases

Cabe a Robert Boyle (1627-1691) em 1660, uma descoberta empírica interessantíssima sobre propriedades dos gases. Se a temperatura de uma certa quantidade de um gás é mantida constante, então a pressão do gás é inversamente proporcional ao volume. Assim (em uma certa temperatura, reiterando):

$$PV = \text{constante} .$$

Se nós expandirmos a experiência de Boyle para outra(s) temperatura(s), a constante do lado direito da equação acima muda de uma maneira tal que é diretamente proporcional à temperatura. Assim:

$$PV = DT . \tag{8.1}$$

A constante D , acima, agora, depende da quantidade de gás que é usada. Eu deixo ao leitor as manipulações que levam a equação acima até sua forma mais conhecida, *a lei dos gases ideais*, comumente expressa na forma

$$\frac{PV}{T} = nR , \tag{8.2}$$

sendo R a *constante dos gases ideais*, (n é o número de *moles* do gás usado e pode sempre ser reescrito convenientemente em termos

de outras grandezas). Permitam-me salientar, então, que o lado esquerdo da equação acima é uma constante: é daí que nós temos a nossa comum relação presente em exercícios de Termodinâmica (básica):

$$\frac{P_i V_i}{T_i} = \frac{P_o V_o}{T_o} ,$$

sobre as variações de temperatura, pressão e volume entre dois estados, i e o de um gás.

8.2.2 Gases ideais e estrelas

Conforme (magistralmente!) explicado pelo Hugo Capelato aqui nestes volumes, qualquer estrela precisa seguir as *equações de equilíbrio hidrostático*, sob a pena de não existir! A vida estelar é, de fato, uma batalha para manter o equilíbrio hidrostático. Uma dessas equações (cuja dedução o Hugo deixou encaminhada para vocês) pode ser assim escrita:

$$\frac{dP}{dr} = -\rho \frac{GM_r}{r^2} . \quad (8.3)$$

Ou seja, a equação acima é uma condição absolutamente necessária para a evolução estelar: nos permite ter uma relação de como a pressão P precisa variar com a massa M em uma dada região de raio r .

Embora saibamos que a condição dos gases no interior estelar é completamente diferente daquela que comumente encontramos no nosso dia a dia, nós, nas palavras de Martin Schwarzschild (1912-1997), em 1958 (Schwarzschild, 1958, pp. 32), “se nos permitirmos em usar a lei dos gases ideais” na equação acima, podemos resolvê-la e chegamos à:

$$P_r = \frac{k}{m} T_r, \quad (8.4)$$

sendo k a constante de Boltzmann. Se, na equação acima, nós usarmos para m algo como metade da massa do próton (que é $m \sim 938,3 \text{ MeV}$), nós podemos estimar a pressão ou temperatura de uma estrela em um dado r : muito obrigado, entre outros, à você, Robert Boyle!

8.2.3 Quando a pressão central aumenta

Ainda fazendo uso do capítulo de evolução estelar, eu sempre gosto de dizer que a vida estelar é uma batalha diária para manter o equilíbrio hidrostático. Quando a fusão de hidrogênio nas partes mais centrais da estrela não é suficiente para mantê-lo, as estrelas relaxam, momentaneamente, o equilíbrio hidrostático para que a pressão no centro aumente, de modo a permitir, agora, a fusão de hélio. Repito: momentaneamente o equilíbrio hidrostático foi perdido.

O que podemos dizer sobre esta nova condição de pressão no centro da estrela, agora? Esta é suficiente para, ainda, podermos tratar o gás na região central como um gás perfeito (ideal) para resolver, por exemplo, a Equação (8.3)?

Em várias situações, a resposta para esta pergunta é sim. Em praticamente todas as situações práticas para as estrelas de baixa massa (aquelas com massa menor ou aproximadamente igual a cerca de $6 M_{\odot}$), por exemplo.

Então, obviamente, nós temos que saber como podemos escrever uma fórmula para $P(r)$, de modo a usá-la na referida Equação (8.3). Nós já sabemos que, inclusive, quando obtivemos a Equação (8.4), usamos a massa do próton, ou seja, desprezamos a massa do elétron. Nós fizemos isso muito naturalmente, com excelentes re-

sultados porque, por exemplo, podemos explicar satisfatoriamente a evolução estelar ao longo da sequência principal, onde cerca de 70% das estrelas observadas no céu se encontram. Aliás, eu disse “usamos a massa do próton”... quando a massa do próton foi medida?

Fizemos isso tudo naturalmente. A Tabela (1) nos mostra, no entanto, como essa *naturalidade*, em verdade, tomou tempo de desenvolvimento teórico e observacional da Física e da Astronomia/Astrofísica: e isto em uma *fotografia* que é ínfima, além de ser uma seleção pessoal, que só serve para atender meus objetivos aqui. Existem, inclusive, na Tabela, linhas que eu adicionei por predileção própria, que não tem nada haver com o tema que estamos desenvolvendo aqui, como a descoberta do Rádio¹ ou a descoberta² dos raios-X.

Deixem-me ser mais claro. No século XVII, então, já conhecíamos a lei dos gases perfeitos, como vimos. Irei fazer uso de mais um capítulo destes volumes: o (também fantástico!) capítulo do Francisco “Chico” Jablonski, mostra como o espectro do contínuo de uma estrela é muito bem descrito por um corpo negro; vejam na Tabela 1 que a lei do corpo negro é somente de 1900!

Em 1844 já se conhecia que Sirius era, em verdade, um sistema binário. Sirius (melhor dizendo, Sirius A) é a estrela mais brilhante no céu. A componente B de Sirius foi resolvida observacionalmente em 1862. As massas de Sirius A e B medidas em 1910 e, finalmente, em 1915 conseguiu-se medir a densidade de Sirius B: mediu-se o raio e com a medida da massa já feita, a densidade pode ser facilmente determinada. O resultado é algo em torno de 10^6 g cm^{-3} . No rodapé da Tabela 1 eu chamo a atenção que uma das maiores autoridades em evolução estelar à época (e até os nossos dias!) considera este

¹ Você sabia que Marie Currie foi o primeiro ser humano a ganhar dois prêmios Nobel, o de Física e o de Química?

² Você sabia que a primeira observação não evasiva do corpo humano foi feita por Röntgen, um *retrato* da mão de sua esposa? Se fosse hoje em dia, o que você acha que economicamente uma observação dessas significaria?

resultado “um absurdo”: não o critiquemos ! Façam o exercício de se transportar até um período onde (por exemplo) o núcleo atômico era ainda recém descoberto, sem os seus constituintes ainda conhecidos, e tentem aceitar uma densidade desta ordem (só para lembrá-los, a densidade da água, nas mesmas unidades usadas acima, é de 1).

Tabela 1 – Fatos (seleção pessoal do autor) sobre o desenvolvimento: teórico–observacional da Física entre 1844 e 1932.

| | | |
|----------------|--|---------------------------|
| 1844 | Sírius é um sistema binário | Bessel |
| 1860 | leis de ... | Kirchhoff |
| 1862 | Sírius B é resolvida | Clark |
| 1879 1884 | $F_{\text{rad}} = \sigma T^4$ | Steffan-Boltzmann |
| 1881 | teoria eletromagnética | Maxwell |
| 1885 | séries espectrais do H | Balmer |
| 1886 | ondas de rádio | Hertz |
| 1890 1896 1902 | mecânica estatística | Maxwell, Boltzmann, Gibbs |
| 1893 | $\lambda_{\text{max}} T = \text{cte}$ | Wien |
| 1895 | raios X | Röntgen |
| 1897 | e^- | Thomson |
| 1900 | corpo negro | Planck |
| 1902 | Rádio (elemento químico) | Marie e Pierre Curie |
| 1905 | efeito fotoelétrico | Einstein |
| 1909 | carga do e^- | Millikan |
| 1910 | 2,3 e $1 M_{\odot}$ (A) | Boss |
| 1911 | núcleo atômico | Rutherford |
| 1913 | modelo atômico (quantizado) | Bohr |
| 1915 | $\rho_{\text{Sirius,B}} \sim 10^6 \text{ g cm}^{-3}$ (B) | Adams |
| 1915 | relatividade geral | Einstein |
| 1915 | buraco negro | Schwarzschild |
| 1917 | p | Rutherford |
| 1926 | estatística F-D | Fermi e Dirac |
| 1926 | equação de onda | Schrödinger |
| 1927 | princípio da incerteza | Heisenberg |
| 1932 | n | Chadwick |

Nota:

(A) são, respectivamente, as massas das componentes A e B no sistema binário de Sírius
 (B) veja Van Horn (1977) para uma citação de (Sir) Eddington (1926): “isto é um absurdo”

Com esta condição de densidade (central) não existe a menor chance de um gás perfeito ser capaz de manter o equilíbrio hidrostático (“isto é um absurdo”). Sírius B é assim, um objeto chave para a continuação dos nossos estudos de evolução estelar: um objeto que precisa de uma diferente equação de estado, ou seja, uma função $P(r)$ diferente. Sírius B é uma anã branca.

8.3 Anãs brancas

Nós já vimos na Tabela 1 como os argumentos observacionais estabeleceram que Sirius B é uma estrela com densidade altíssima, fruto de uma massa parecida com a massa do Sol concentrada em um raio da ordem do raio da Terra. Essa é uma caracterização genérica de uma anã branca.

As anãs brancas são mantidas estáveis devido a pressão de degenerescência dos elétrons, ou seja, é a pressão criada pelos elétrons que sustenta a anã branca contra o colapso gravitacional. Em seu centro, uma anã branca tem um núcleo inerte (de He, ou de C, por exemplo), onde a fusão nuclear não mais acontece (porque as condições necessárias não foram atingidas). Uma anã branca é, assim, estável e existem anãs brancas (isoladas) com idade comparável à idade do universo.

O arcabouço teórico da física capaz de explicar a existência das anãs brancas, só estava “disponível” em 1926 (veja a Tabela (1), novamente). Foi só em 1926 que Enrico Fermi (1901-1954) e, independentemente, Paul Dirac (1902-1984) foram capazes de concluir qual era a lei de distribuição (número em função da sua energia) para partículas com *spin* semi-inteiro, os férmions (o *spin* do elétron é $1/2$). Um resultado importante da F-D é que duas partículas não podem ocupar o mesmo estado. Assim, praticamente, se o número de partículas é grande (como deve ser o caso do número de elétrons em uma estrela), todos os níveis de energia, todos os estados possíveis, disponíveis, estão ocupados. Isso cria uma espécie de rede cristalina eletrônica, em uma anã branca, ao redor do núcleo e a anã branca não colapsa por conta dessa estrutura eletrônica, que gera o que nós chamamos de pressão de degenerescência (porque todos os níveis de energia estão ocupados), que, nas anãs brancas, é devida aos elétrons.

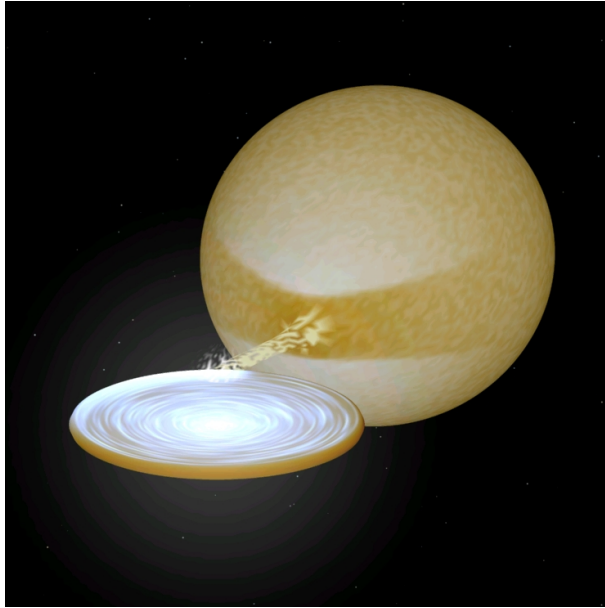


Figura 1 – Uma binária de raios X: o objeto que suga matéria de uma companheira (ou secundária), geralmente da sequência principal, é um objeto compacto (uma anã branca ou um estrela de nêutrons ou um buraco negro): com uma anã branca como objeto primário, nós temos uma variável cataclísmica. Na figura nós vemos um disco de acreção, que é formado em boa parte das binárias de raios X. As variáveis cataclísmicas são os melhores laboratórios para se estudar esses discos de acreção. (Fonte: https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Low-mass_X-ray_binary.jpg. This file is licensed under the Creative Commons Attribution-Share Alike 3.0 Unported license.)

Foi Subrahmanyan “Chandra” Chandrasekhar (1910-1995) que resolveu a equação de equilíbrio hidrostático de uma anã branca, antes de chegar, vindo da Índia, à Inglaterra, onde foi fazer Doutorado³, um feito genuinamente extraordinário. *Chandra* recebeu o Nobel de Física em 1983, junto com William Alfred Fowler (1911-1995): este porque explicou como a evolução estelar explica (em boa parte) a nucleossíntese de elementos (veja o capítulo do Hugo!) e àquele porque estendeu a evolução estelar aos objetos compac-

³ Seu orientador foi (o já citado Sir) Arthur Eddington (1882-1944)

tos. *Chandra* é homenageado em várias instâncias astrofísicas. Por exemplo, um dos satélites de observações em raios X da NASA⁴ foi rebatizado com seu nome: o (antes) “*Advanced X-Ray Astrophysics Facility*” (AXAF) é o (popular!) *Chandra X-Ray Observatory*⁵.

8.3.1 Variáveis cataclísmicas

As anãs brancas, quando em sistemas binários, podem dar origem a uma classe de objetos de extrema importância, as chamadas variáveis cataclísmicas. A Figura (1) mostra, esquemática e bem geralmente, uma *binária de raios X*, ou seja, uma estrela (companheira/secundária) geralmente da sequência principal *mais* um objeto compacto (uma anã branca ou uma estrela de nêutrons ou um buraco negro): para a nossa discussão aqui, suponha que o objeto compacto é uma anã branca.

Parafraseando o que eu já dissera no começo deste singelo capítulo, seria necessário um livro inteiro (grosso, eu garanto!) para se descrever as cataclísmicas. Aqui eu só quero chamar atenção para dois detalhes (o outro na próxima subsecção). Nas cataclísmicas, como podemos ver na Figura (1), um *disco de acréscimo* é formado. Não é difícil entender o porque estes discos se formam: no seu trajeto da secundária em direção à anã branca, uma partícula que esta sendo acrescida possui algum momento angular, o que impede que esta partícula diretamente caia sobre a superfície da anã branca. Fácil descrever, mas nem tão fácil de se quantificar! Nós temos, no entanto, um conjunto de equações capaz de descrever a estrutura radial e a evolução temporal de uma classe de discos de acréscimo (aqueles que são geometricamente finos, opticamente espessos e que tem uma receita simples de parametrização da sua densidade⁶).

⁴ Ainda em operação na data de publicação destes volumes.

⁵ Eu já usei dados do Chandra para estudar um buraco negro e uma anã branca.

⁶ São os chamados discos de Shakura-Sunyaev.

Nas cataclísmicas, o disco é a principal componente responsável pela emissão da luz no comprimento de onda visível. Existem variáveis cataclísmicas em que o período orbital é curto, além de outras condições observacionais favoráveis (como combinações de sistemas similares em vários planos de visada projetados no céu). Estes fatos nos permitem estudar os discos em detalhes: não fossem as cataclísmicas, isso não seria possível. Com o conhecimento dos discos nas cataclísmicas, nós podemos estender o comportamento destes discos aos outros sistemas binários contendo estrelas de nêutrons e buracos negros. Há algum tempo, eu fiz parte de um estudo que ajudou a caracterizar a emissão em raios X de uma subclasse de variáveis cataclísmicas (Maiolino et al., 2020).

8.3.2 Supernovas do tipo I; Fontes do tipo SSS

Uma anã branca tem uma máxima massa possível. Em outras palavras, não existe como manter o equilíbrio hidrostático de uma anã branca se sua massa for acima deste limite. Derivado por *Chandra* é óbvio que este ficasse conhecido como o limite de Chandrasekhar. Eu reforço aqui: o equilíbrio hidrostático não pode ser mantido por pressão de degenerescência dos elétrons para uma massa maior do que $1,46 M_{\odot}$ (o limite de massa de Chandrasekhar: Chandrasekhar, 1931).

Acima deste limite, portanto, nós temos o colapso da anã branca. Esta é exatamente a origem das supernovas do tipo I (SN-I): o colapso gravitacional de anãs brancas em sistemas binários. Nós, então, sabemos o quanto de energia gravitacional esta disponível, em **todas** as supernovas tipo I: isto faz destes objetos o que nós chamamos de *velas padrão*, porque, como se sabe o total de energia que é liberada, o brilho observado dá a distância até o local da explosão (Chico e Hugo, nestes volumes, já descreveram isso para nós).

As SN-I são, assim, ferramentas de estudo do universo poderosíssimas! Quando este capítulo foi escrito, inclusive, a cosmolo-

gia vivia uma crise sobre uma das constantes cosmológicas fundamentais, a constante de Hubble. Observações da radiação cósmica de fundo e de SN-I forneciam⁷ valores diferentes para a constante, algo que é, obviamente, inaceitável: vejam, então, a evolução estelar dando sua contribuição para outras áreas de estudo em astrofísica!

Um dos canais de formação de SN-I são as chamadas fontes SSS, do inglês, *Super Soft Sources*: nestas fontes nós sabemos que um anã branca esta tendo sua massa aumentada por acréscimo de matéria. As SSS, aliás, são um dos principais canais de formação de SN-I. Este era um dos meus temas de estudo, quando da escrita deste capítulo, junto com outros colegas (Stecchini et al., 2023).

8.3.3 Conclusões

Deixem-me terminar aqui com fatos muito importantes que nós vimos (sempre reforçando: introdutoriamente) sobre as anãs brancas.

As anãs brancas são mantidas estáveis devido à pressão de degenerescência dos elétrons. No seu núcleo há He ou C inerte, ou seja, não ocorrem as condições necessárias de temperatura e pressão no núcleo de uma anã branca para que a fusão do He (ou C) aconteça. São os elétrons, assim, que mantém configuração estelar de uma anã branca, contrabalançando (de dentro pra fora, isto é, em direção à superfície) o colapso gravitacional (de fora pra dentro, isto é, em direção ao centro). Se estiverem isoladas, então, anãs brancas podem simplesmente irradiar energia a uma taxa lenta (lembre-se do capítulo do Hugo que a luminosidade vai com a temperatura ao quadrado) e nós observamos anãs brancas tão velhas quanto o universo!

⁷ Eu escrevo, otimisticamente, como se, em um tempo perto da escrita deste capítulo, esta crise já tivesse sido resolvida (embora eu duvide...)

As estrelas que, então, irão evoluir para as anãs brancas são aquelas com massa “baixa” (de novo, lembre-se do capítulo do Hugo, onde ele mostrou que, para as estrelas de grande massa, a fusão do C acontece no núcleo). Quão baixa? Esta é uma pergunta sem resposta definitiva, ainda hoje, em astrofísica. Isto se deve pelo fato de que a perda de massa estelar (veja o capítulo sobre o Sol, por exemplo, do José Roberto Cecatto, nestes volumes) é ainda não modelada totalmente. No entanto, há uma espécie de consenso na comunidade em se dizer que as estrelas com massa menor ou igual a aproximadamente $7 M_{\odot}$ irão evoluir para uma anã branca. Isso quer dizer que, aproximadamente, 75% de todas as estrelas irão evoluir para se tornar uma anã branca. Um grande astrofísico brasileiro, Kepler de Oliveira Souza Filho ⁸, disse uma vez que: “se vocês jovens⁹ querem ter melhor chance de emprego em astrofísica, estudem anãs brancas”; bem, o argumento faz sentido, não?

As anãs brancas tem uma máxima massa possível, o limite de Chandrasekhar, que é de $1,46 M_{\odot}$. Acima deste limite o equilíbrio hidrostático de uma anã branca se perde ou, em outras palavras, a pressão de degenerescência dos elétrons não é capaz de suportar o colapso gravitacional. Se uma anã branca acumula massa em um sistema binário e sua massa ultrapassa o limite de Chandrasekhar, nós temos uma SN-I. As SN-I são extremamente importantes em astrofísica, porque são velas padrão. Com o estudo de SN-I, inclusive, instalou-se uma crise em cosmologia, porque o valor da constante de Hubble medido com o auxílio das SN-I é diferente daquele que é medido com o uso da radiação cósmica de fundo, outro observável que permite a medida desta grandeza. O principal canal de formação de SN-I, acredita-se atualmente, são as fontes SSS.

⁸ Eu não pedi permissão explícita ao Kepler para citá-lo!

⁹ Eu era jovem há época...

8.4 Estrelas de nêutrons

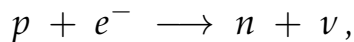
Meu (Minha) atento(a) leitor(a) já percebeu, então, das conclusões que eu escrevi acima sobre as anãs brancas, que o resultado final da evolução de estrelas de alta massa, não são anãs brancas. Quão alta é esta massa? Esta é uma pergunta interessante, também, cuja resposta, eu vos digo, novamente depende da perda de massa ao longo da evolução estelar. No entanto, estrelas com massa acima de algo como $20 M_{\odot}$ certamente não irão se tornar anãs brancas. O destino evolutivo destas estrelas é outro. Outro objeto compacto se formará.

Eu certamente, nesta altura, posso prosseguir sabendo que você entenderá que os elétrons não vão conseguir contrabalançar o colapso gravitacional em direção ao centro da estrela. A pressão e a temperatura no centro, assim, aumentam. Nesta altura evolutiva, aceite que “todas” as fusões possíveis já aconteceram (C em O, O em Si, e assim por diante). Não há, portanto, um mecanismo que gere energia no núcleo e o equilíbrio hidrostático está perdido. De maneira muito resumida, estes são os eventos que levam a formação de uma supernova do tipo II (SN-II), uma supernova que é o resultado da evolução estelar de uma estrela de alta massa. Repito, de maneira muito resumida...

O que sobra da estrela após a explosão de uma SN-II? É aqui que nós chegamos ao tópico de discussão desta secção. Já começo por mais um fato sobre o qual nós, astrofísicos, ainda não temos consenso, mas que eu vou tratar de maneira didático–aproximada aqui.

Se a massa do “caroço” central após a explosão da SN-II for algo em torno e até cerca de $3 M_{\odot}$, nós temos, como resultado da evolução estelar (de uma estrela de alta massa), uma estrela de nêutrons. Repare que eu disse cerca de $3 M_{\odot}$ embora, atualmente, um dos tópicos de pesquisa intensos em estrelas de nêutrons seja exatamente este: a massa máxima possível para uma; não há consenso, ainda.

Bem, uma estrela de nêutrons esta formada...mas o equilíbrio hidrostático, agora, é mantido como? De maneira nada didática, eu já deixei a dica: são os nêutrons que o mantêm. De maneira bem simplificada, o que acontece é que, com o aumento da pressão, nós temos um aumento significativo para a seção de choque do decaimento beta inverso¹⁰



(ν é um neutrino), ou seja, nós temos um verdadeiro mar de nêutrons neste caroço. A equação acima é um dos (quase infindáveis) frutos do modelo padrão de partículas¹¹, testado, em laboratórios em uma amplitude de energia muito extensa, desde a faixa de keV até a faixa de TeV¹². Este caroço de nêutrons é estável? De que densidade estamos falando?

8.4.1 Ficha descritiva

O decaimento beta inverso, mostrado acima, começa (aproximada, obviamente) a ser um processo muito importante em densidades da ordem de $10^{15} \text{ g cm}^{-3}$. Eu convido você, caro(a) leitor(a) ao mesmo raciocínio que nós fizemos juntos perto da Tabela (1): veja a escala de densidade e, ainda, veja o quão maior que esta escala é maior do que a densidade da água, ou de uma anã branca...

Bem, as estrelas de nêutrons tem essa densidade média. São uma espécie de “sonho” (se assim posso dizer), de quem gosta de física nuclear e de física de partículas: imaginem estar perto de (basicamente) um núcleo atômico com cerca de 10 km. Sim, o raio de uma estrela de nêutrons é da ordem de 10 km, embora medidas definitivas sobre esta grandeza ainda não existam (são extremamente

¹⁰ Mais precisamente, para **uma** das formas do decaimento beta inverso

¹¹ Na minha opinião o melhor modelo em toda a Física

¹² O LHC, na data de escrita, colide partículas com energia de cerca de 14 TeV

complexas de se fazer, diga-se). As massas medidas da maioria das estrelas de nêutrons está entre $1-2,5 M_{\odot}$. A massa máxima é algo como $3 M_{\odot}$, mas ainda não sabemos se é **exatamente** 3: pode ser alguma coisa superior a isso, mas pode ser inferior também; este é um observável muito importante, por razões que veremos adiante.

Em uma estrela de nêutrons o equilíbrio hidrostático é mantido pela pressão de degenerescência dos nêutrons. O raciocínio é análogo ao das anãs brancas: os nêutrons (os prótons também), assim como os elétrons, são férmions (lembrando: partículas com *spin* semi-inteiro). Mas a massa de um nêutron é muito maior que a massa de um elétron e, portanto, intuitivamente, não é difícil aceitar que a pressão de degenerescência dos nêutrons é capaz de suportar uma máxima massa maior do que a do limite de Chandrasekhar, dando origem a estrelas mais massivas que as anãs brancas: cuidado, no entanto, com o fato de que, como eu disse acima, existem estrelas de nêutrons observadas com massa da ordem de $1 M_{\odot}$. Este fato observacional leva a outro ponto de debate extenso em astrofísica atualmente: qual é a forma de uma equação de estado para uma estrela de nêutrons, ou seja, como varia a pressão de uma estrela de nêutrons em função do seu raio? Aliás, existe uma equação de estado única? Qual a máxima massa possível para uma estrela de nêutrons dada “sua” equação de estado? Todos estes pontos são tópicos de debate atuais.

Bem, então é obvio que a existência, teórica, das estrelas de nêutrons teve que esperar a descoberta do nêutron, correto? Sim, correto!

Em um artigo em 1934, Walter Baade (nascido na Alemanha mas radicado nos EUA, 1893-1960) e Fritz Zwicky (nascido na Suíça e também radicado nos EUA, 1898-1974) propuseram a existência das estrelas de nêutrons (Baade e Zwicky, 1934). Se vocês já se esqueceram, vejam na Tabela (1) que o nêutron foi descoberto em 1932. Neste artigo os autores também, podemos dizer, profetizaram (já que nenhuma evidência existia na época) que estrelas de nêutrons nascem

em explosões de supernovas (aquelas do tipo II, ou SN-II). Em 1939 Robert Oppenheimer (americano, 1904-1967) e George Michael Volkoff (russo, 1914-2000) publicaram um artigo com os primeiros cálculos estruturais sobre uma estrela de nêutrons (Oppenheimer e Volkoff, 1934). Outros trabalhos seguiram-se sobre o tema, mas as estrelas de nêutrons foram “deixadas de lado” pelo simples fato de que, com a tecnologia disponível na época, elas não podiam ser observadas. Na década de 60, entretanto, duas descobertas fantásticas reavivaram o interesse em estudá-las: a descoberta da primeira fonte não solar de raios X, Scorpius X-1 (ou Sco X-1) pelo italiano (laureado com o prêmio nobel de física de 2002) Riccardo Giacconi (1931-2018, Giacconi et al. 1962) e a, não menos fascinante, descoberta do primeiro pulsar rádio por, na época uma jovem doutoranda, Jocelyn Bell (inglesa, nascida em 1943: Hewish et al. 1968). Estas duas observações pavimentaram, assim, a existência das estrelas de nêutrons. Mais importante ainda e, sempre, como eu vou fazer questão de lembrá-los neste texto (introdutório), as estrelas de nêutrons se encaixam no contexto da evolução estelar de estrelas de grande massa.

8.4.2 Alguns tópicos observacionais

Eu tenho uma relação pessoal muito importante com estrelas de nêutrons. Mais especialmente ainda com Sco X-1. Deixem-me lembrá-los que, como eu expliquei depois da Figura (1), quando uma estrela de nêutrons esta em um sistema binário, nós temos a possibilidade de se observar a binária também em raios X. Em 2001 eu liderei um trabalho que mostra(va) o espectro de Sco X-1 desde 20 keV até 200 keV (D’Amico et al., 2001). Há época não se acreditava ser possível que uma estrela de nêutrons em um sistema binário emitisse até o limite que nós observamos. Quando se comemoravam os 50 anos de descoberta de Sco X-1, nós também publicamos um estudo sobre a caracterização desta emissão em raios X (Maiolino, D’Amico e Braga, 2013). No entanto, eu vou deixar estes trabalhos

(e similares !) de lado e destacar aqui só dois tópicos observacionais que *eu* acho importantes de se ressaltar em um texto introdutório.

Como já dissera acima, a observação dos pulsares foi extremamente importante para a comprovação observacional sobre a existência das estrelas de nêutrons. Observar-se pulsares, assim, é muito importante também no contexto da evolução estelar. Um pulsar é uma estrela de nêutrons em rotação, onde o eixo de rotação esta desalinhado com respeito ao eixo do campo magnético, suposto ser dipolar. Não é tão complicado como parece ! A energia de rotação da estrela de nêutrons é a responsável pela sua emissão, predominantemente na faixa rádio do espectro eletromagnético. A boa quantidade de radiotelescópios nos dois hemisférios Terrestres e a respectiva sensibilidade de cada um deles é o suficiente para que, aproximadamente, um pulsar seja descoberto por dia. Na Figura (2) eu mostro os 3389 pulsares descobertos até perto do mês de Agosto de 2023: quando você estiver lendo este capítulo, então, o número será maior ainda !

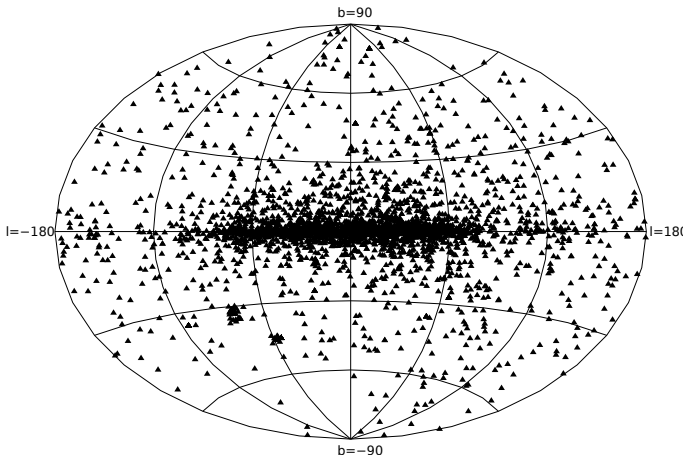


Figura 2 – O autor produziu esta figura em torno do meio de Agosto de 2023. Em coordenadas galácticas (o centro da Galáxia fica em 0,0 e o plano Galáctico esta em $b=0$) estão os 3389 pulsares do catálogo do ATNF na data da pesquisa. (Fonte: (a) Dados oriundos de <https://www.atnf.csiro.au/research/pulsar/psrcat/>; (b) Artigo incidental – Manchester et al., 2005)

Há um outro evento absolutamente extraordinário que envolveu duas estrelas de nêutrons em um sistema binário. Chamado GRB 170817A, ou também GW 170817, esta colisão de estrelas de nêutrons originou um *surto de raios gama* (termo cunhado, em português, como tradução de *gamma-ray bursts*) que teve também contrapartida **não** eletromagnética, tendo sido detectada a produção de ondas gravitacionais: foi o começo do que nós chamamos hoje em dia de *astrofísica multi mensageira*, ou seja, a possibilidade de se estudar um evento em vários comprimentos de onda e **também** em outras janelas observacionais; raios cósmicos e neutrinos são outros portadores de informação não eletromagnéticos.

Do ponto de vista de raios X e raios- γ , desde a detecção do GRB 170817A a comunidade ficou atenta, porque pareceu-se que se estava detectando um surto visto por uma região especial (longe do seu plano orbital, por assim dizer de maneira bem didática). Era uma das primeiras comprovações de que observávamos um destes eventos. A localização do surto no céu foi, inicialmente, dada pelos detectores de ondas gravitacionais, ou, em outras palavras, ele foi *descoberto* inicialmente graças às ondas gravitacionais. A subsequente observação do evento em praticamente *todos* os comprimentos de onda eletromagnéticos, permitiu-nos comprovar uma série de teorias sobre os surtos que vínhamos especulando há tempos. Uma das mais interessantes, pelo menos para mim, foi, com a observação da curva de luz do surto, comprovar (e estimar!) a produção de ouro em colisões de estrelas de nêutrons: pois bem, as estimativas (com esse evento) levam a conclusão de que praticamente todo o ouro existente no universo é produzido em eventos como esse, ou seja, em surtos de raios gama (curtos, mais especificamente). Estima-se que eventos como este ocorram aproximadamente uma vez por dia no universo, dando origem não só ao ouro, mas também a vários outros elementos químicos pesados.

8.4.3 Resumo

Estrelas de nêutrons são o resultado da evolução estelar de estrelas de alta massa, algo como estrelas com massa superior a $20 M_{\odot}$. O equilíbrio hidrostático nas estrelas de nêutrons é devido à pressão de degenerescência dos nêutrons, que também são férmions, como o são os elétrons. Tema de debate atual intenso, a massa máxima de uma estrela de nêutrons é algo como $3 M_{\odot}$. Quando em sistemas binários, existe a possibilidade de observá-las em raios X, embora a grande maioria das estrelas de nêutrons que nós conhecemos sejam detectadas na faixa de rádio, os chamados pulsares. A observação dos pulsares, assim, corrobora a figura de evolução de estelar que coloca uma estrela de nêutrons como o estágio final evolutivo das estrelas de grande massa. Um surto de raios gama, observado como contrapartida de um evento em ondas gravitacionais, foi extremamente importante no sentido de, tanto, inaugurar a astrofísica multi mensageira como, por exemplo, nos permitir observar os sítios e a taxa de produção de elementos químicos como o ouro.

8.5 Buracos negros

Chegamos, então, ao ponto final dos nossos estágios finais de estrelas. Sabemos que as estrelas de baixa massa terminarão suas vidas como anãs brancas e que as estrelas de alta massa, com massa até cerca de $20\text{--}30 M_{\odot}$, como estrelas de nêutrons. Sabemos que o equilíbrio hidrostático nas anãs brancas é devido à pressão de degenerescência dos elétrons. Nas estrelas de nêutrons, o mesmo é mantido pela pressão de degenerescência dos nêutrons. Anãs brancas são velhas conhecidas dos astrofísicos, enquanto que o terreno teórico pavimentado para uma possível observação das estrelas de nêutrons teve que esperar o descobrimento do nêutron em si. Os pulsares são estrelas de nêutrons e vimos que a cada dia se descobre um pulsar, assim como a cada dia, no universo, a colisão entre duas estrelas de nêutrons serve como laboratório para, por exem-

plo, se estudar a produção de elementos químicos pesados como o ouro. Anãs brancas tem massa limítrofe muito bem estabelecida e, enquanto ainda aconteça debate, o limite máximo de massa de uma estrela de nêutrons é algo como $3 M_{\odot}$. Este parágrafo esta parecendo, mesmo, a conclusão da nossa jornada ! Sim, quase o é ! Só falta sabermos o estágio final da evolução de uma estrela de cerca de $40 M_{\odot}$, onde o caroço central vai ter massa final maior do que, digamos, cerca de $4 M_{\odot}$: neste caso, então, como se dá o equilíbrio hidrostático ? Ora, caro leitor, simples: não se dá.

De um parágrafo em tom de final de Ópera, o primeiro desta secção, com vários acordes, com melodias fechadas, métricas, conclusivas, para um parágrafo que mais se parece qual uma nota dó¹³, o segundo....

Quando o caroço central, resto da evolução de uma estrela que, como dissemos, tinha massa inicial da ordem de $40 M_{\odot}$, acaba com massa perto de $4 M_{\odot}$, nada detém o colapso gravitacional, ou, em outras palavras, não há como manter o equilíbrio hidrostático. Acontece um colapso de toda a massa do caroço. Colapso para onde ? Bem, para um *ponto*. Um *ponto*, como você pode ter aprendido em lições de matemática, é algo básico, sem dimensão, que não depende de definição formal. Então, a densidade neste *ponto* é infinita, uma vez que temos uma certa massa M em uma região sem dimensão espacial. Uma *singularidade*, em linguagem coloquial de relatividade geral, é exatamente uma região do espaço-tempo onde uma grandeza física vai a infinito. Esta é, então, uma definição possível: um buraco negro é uma singularidade de densidade.

Assim como começamos, então, com nosso amigo Robert Boyle e depois avançamos para as pressões de degenerescência dos férmions, então, nós vamos precisar apresentar aqui conceitos básicos de relatividade geral ? Não é o que eu pretendo e eu não tenho competência para tal.

¹³ Sem nenhum desmerecimento ao dó ou a outra nota qualquer.

O que eu espero ter conseguido fazer você, leitor(a) entender é como se pode, naturalmente, *aceitar* a ideia da existência dos buracos negros usando uma escada apropriada. No primeiro degrau dessa escada estavam as anãs brancas e suas respectivas observações; claro que no segundo estavam as estrelas de nêutrons e suas observações. Então, naturalmente, espero que fique, agora, mais fácil pra vocês entenderem como os buracos negros aparecem no contexto da evolução estelar e no contexto dos estágios finais. Para que *formalmente* chegássemos aos buracos negros, necessitaríamos de relatividade geral, repito.

Quero, ainda, esclarecer mais uma coisa aqui. Disse eu pouco acima algo como “se a massa do caroço for da ordem de $4 M_{\odot}$ ”. Esta não é a menor massa possível de um buraco negro. Como já dissera na secção de estrelas de nêutrons, se o caroço tiver algo como, digamos, $3,3 M_{\odot}$, os nêutrons não são capazes de fornecer o equilíbrio hidrostático necessário. Aqui, conservativamente, eu tomei o limite de $4 M_{\odot}$ para que fique claro que, neste caso, não se mantém o equilíbrio hidrostático e o objeto que estamos observando e discutindo, na **total** impossibilidade de ser uma estrela de nêutrons, é um buraco negro.

Embora este capítulo seja sobre estágio final de estrelas e os buracos negros que (simplificadamente) eu descrevi até aqui sejam o resultado da evolução de estrelas, há, ainda, mais dois tipos de buracos negros disponíveis no mercado! Há aqueles que são *supermassivos*, que estão no centro de (acredita-se) quase todas as galáxias, com massa da ordem de milhões de massas solares, e há os ditos *intermediários* que tem massa entre alguma coisa como 100 e 10.000 massas solares: está fora dos objetivos desta texto uma descrição mais pormenorizada destes dois tipos de buracos negros.

Assim como é o caso das estrelas de nêutrons e das anãs brancas, se tivermos um buraco negro em um sistema binário (Figura (1), novamente), então um disco de acreção pode aparecer e existe a possibilidade de observarmos estes objetos em raios X. Eu fiz isso

com um desses buracos negros, uma fonte que atende pelo nome (telefônico!) de 1E 1740.7–2942. Junto com colaboradores nós estudamos o espectro dessa fonte desde 2 até 200 keV (Castro et al., 2014), nós revisitamos o período orbital do sistema binário (Stecchini et al., 2017), nós medimos o *spin* e pudemos tentativamente determinar a massa da fonte (Stecchini et al., 2020) e pudemos provar as condições físicas da região emissora em torno do buraco negro (Stecchini et al. 2021). Aliás, nossa estimativa de massa coloca esta fonte como um dos buracos negros mais *leves* já observados.

8.6 Conclusões

Então, este texto introdutório tinha por objetivo fazê-lo(a) entender sobre os estágios finais de estrelas. Espero ter atingido meu objetivo. É claro que toda e qualquer dúvida que você tenha agora, no final da sua leitura, tem um único culpado, eu mesmo. Ficarei feliz em poder saná-la, caso isso seja possível. Entre em contato comigo pelo meu e-mail flavio.damico@inpe.br, seja gentil na formulação da sua questão que, mesmo que demore, eu terei a gentileza de responder.

As músicas que eu ouvi até aqui

Ao longo de toda a caminhada de pesquisa em astrofísica de altas energias, eu tive a felicidade de conviver com pessoas maravilhosas. Sem o usual pedido de desculpas aos que ficarem de fora desta seletíssima lista, meus mais sinceros agradecimentos para: Richard “Obi-Wan Kenobi” Rothschild¹⁴, William Heindl, João Braga, Francisco Jablonski, Marcos Perez Diaz, John Tomsick, Wayne Curburn, Taís Maiolino, Manuel Castro e Paulo Eduardo “Dudu” Stecchini; que continuemos caminhando cantando e seguindo a canção, até quando possível.

¹⁴ I will always be a padawan, master.

Referências

- Baade, W., e Zwicky, F. 1934, *Phys. Rev.* 45, 138.
- Castro, M. et al., 2014, *A&A* 569, A82.
- Chandrasekhar, S. 1931, *ApJ*, 74, 81.
- D'Amico, F. et al., 2001, *ApJ* 547, L147.
- Eddington, A. S. *The internal constitution of stars*. Cambridge University Press, Londres, 1926. (a citação do texto esta na pp. 171)
- Giacconi, R., Gursky, H., Paolini, F. R., Rossi, B. B. 1962, *Phys. Rev. Lett.*, 9, 439
- Hewish, A., et al., 1968, *Nature*, 217, 709.
- Maiolino, T., D'Amico, F. e Braga, J., 2013. *A&A* 551, L2.
- Maiolino, T., et al. 2020, *ApJ* 900, 153.
- Manchester, R. N., Hobbs, G.B., Teoh, A., Hobbs, M., 2005, *AJ*, 129, 1993.
- Oppenheimer, J. R., e Volkoff, G. M. 1939, *Phys. Rev.* 55, 374.
- Schwarzschild, M. *Structure and evolution of the stars*. Dover Publications, Nova Iorque, 1958.
- Stecchini, P. E. et al., 2017, *ApJ* 843, L10.
- Stecchini, P. E. et al., 2020, *MNRAS* 493, 2694.
- Stecchini, P. E. et al., 2021, *Astro. Nach.* 342, 315.
- Stecchini, P. E. et al., 2023, *MNRAS* 522, 3472.
- van Horn, H. M. The uncertainty principle and the structure of white dwarfs, pp. 441, em *The Uncertainty Principle and foundations of quantum mechanics: a fifty years' survey*, ed. por William C. Price e Seymour S. Chissick, John Wiley & Sons, Londres, 1977.



1ª. edição: Maio de 2024
Tiragem: 300 exemplares
Formato: 16 x 23 cm
Mancha: 12,3 x 19,9 cm
Tipografia: Crimson Pro 12
Libertinus Sans 8/10/12/14/18
Palatino Linotype 10/11/12
Impressão: Offset 90 g/m²
Gráfica: Prime Graph