



**UNIVERSIDADE ESTADUAL DE MARINGÁ**  
**CENTRO DE CIÊNCIAS EXATAS**  
**DEPARTAMENTO DE FÍSICA**

**JAQUELINE ACOSTA ZUCCO SOARES**

**ESTRELAS: NASCIMENTO E MORTE – QUAL O  
FUTURO DO SOL?**

**MARINGÁ**  
**2012**



**UNIVERSIDADE ESTADUAL DE MARINGÁ  
CENTRO DE CIÊNCIAS EXATAS  
DEPARTAMENTO DE FÍSICA**

**JAQUELINE ACOSTA ZUCCO SOARES**

## **ESTRELAS: NASCIMENTO E MORTE – QUAL O FUTURO DO SOL?**

Trabalho de conclusão de curso apresentado a Universidade Estadual de Maringá, como requisito parcial à obtenção do título de Bacharel em Física. Trabalho realizado sob orientação da Profa. Dra. Hatsumi Mukai.

**MARINGÁ**

**2012**

**JAQUELINE ACOSTA ZUCCO SOARES**

**ESTRELAS: NASCIMENTO E MORTE - QUAL O FUTURO DO SOL?**

Artigo científico apresentado para aprovação na Disciplina de Trabalho de Conclusão de Curso (TCC), sob orientação da Prof<sup>a</sup>. Dra. Hatsumi Mukai e avaliação dos seguintes docentes:

---

Orientadora: Prof<sup>a</sup>. Hatsumi Mukai

DFI/UEM

---

Prof. Dr. Paulo Ricardo Garcia Fernandes

DFI/UEM

---

Profa. Ana Paula Giacomassi Luciano

DFI/UEM

---

Prof. Dr. Breno Ferraz de Oliveira

Suplente – DFI/UEM

# Agradecimentos

Agradeço ainda a Deus por me permitir chegar até aqui;

À minha orientadora, Hatsumi Mukai, pela confiança, inspiração, e pelos ensinamentos sempre presentes no decorrer da concretização deste trabalho;

Aos professores Paulo Ricardo Garcia Fernandes e Ana Paula Giacomassi Luciano pela oportunidade de mais esse crescimento acadêmico;

Aos meus pais, Neivaldo e Rosângela, pela educação e amor que me deram todos esses anos e seus investimentos em meus estudos;

Ao meu marido, Marcos de Moura Soares, por toda ajuda, paciência e dedicação;

Agradeço aos meus professores do curso de física por toda a formação até aqui e agradeço a você que me prestigia com a leitura deste trabalho.

# Resumo

Nosso Universo é formado por Galáxias. As galáxias por sua vez são formadas de estrelas, gás e poeira. O gás e a poeira são resquícios da evolução das estrelas. As estrelas podem também apresentar sistemas planetários, um exemplo é o sistema solar. O Sol é a maior estrela e o centro do nosso sistema. Sem a presença do Sol sabe-se que a vida na Terra não seria possível, assim, devido a sua grande importância para manter a vida no nosso planeta, é importante saber o futuro dessa estrela maior. Neste trabalho, será apresentada a relação entre duas estrelas de nossa Galáxia: o Sol e a Anã Branca. Essa relação se dá pelo fato do futuro do Sol ser em se tornar uma Anã Branca. Portanto, trataremos de compreender como as estrelas, entre elas o Sol e as Anãs Brancas nascem, se desenvolvem, quanto tempo elas vivem, e como elas “morrem”. Serão discutidos os métodos para calcular a idade, em especial o método da Girocronologia. Em especial, busca-se o entendimento da formação e desenvolvimento do Sol e porque ele foi capaz de proporcionar o surgimento de vida na Terra, em que etapa de sua “vida” ele se encontra, em quanto tempo ele se extinguirá e de qual forma.

Palavras Chaves: Anã Branca, Idade, Estrela, Sol.

# Abstract

Our universe consists of galaxies. The galaxies in turn are composed of stars, gas and dust. The gas and dust are remnants of stellar evolution. The stars may also have planetary systems, one example is the solar system. The Sun is the biggest star and the center of our system. Without the presence of the Sun, life on Earth would not be possible, as well, due to its importance for sustaining life on our planet, it is important to know the future of this bigger star. In the present work, the relationship between two stars of our Galaxy: the Sun and White Dwarf. This relationship occurs because the Sun is in the future become a White Dwarf. Therefore, we will try to understand how stars, including the Sun and the White Dwarfs are born, grow, how long they live, and how they "die". Discussed methods to calculate the age, especially Gyrochronology's method. In particular, we seek the understanding of the formation and development of the Sun, and because he was able to give the appearance of life on Earth, at what stage of your "life" he is, how long it will expire and which form.

Keywords: White Dwarf, Age, Star, Sun

# Lista de Figuras

<b>Figura 1:</b> Estrutura Geral do Trabalho – Sentido anti-horário, iniciando pelo Histórico - Adaptada da Referência [14].....	04
<b>Figura 1.1:</b> Estrutura do Capítulo 1. Adaptada da Referência [14].....	05
<b>Figura 1.2:</b> Hans Lippershey e o primeiro telescópio. Figura extraída da Referência [14].....	10
<b>Figura 1.3:</b> (a) Galileu Galilei; (b) Foto da réplica da luneta confeccionada por Galileu. Figuras extraídas da Referência [31].....	11
<b>Figura 1.4:</b> Foto da estrela <i>Sirius</i> A (maior) e apontada com a seta a <i>Sirius</i> B (a primeira Anã Branca descoberta). Figura extraída da Referência [33].....	13
<b>Figura 1.5:</b> Imagem do Telescópio Hubble, mostrando o núcleo de um <i>quasar</i> . Figura extraída da Referência [39].....	17
<b>Figura 1.6:</b> Foto dos Telescópios espaciais, (HST, CGRO, CXRO e SST). Figura extraída da Referência [46].....	17
<b>Figura 2.1:</b> Estrutura da exposição do Capítulo 2. Adaptada da Referência [14].....	20
<b>Figura 2.2:</b> Foto da Nebulosa da águia ( <i>Eagle</i> ) tirada pelo telescópio espacial Hubble. (a) os 3 pilares da criação, e em (b) detalhe da coluna de gás e poeira. Figuras extraídas da Referência [51] e adaptada.....	21
<b>Figura 2.3:</b> Objeto 51 da Constelação de Ofiuco. Figura extraída da Referência [53].....	22
<b>Figura 2.4:</b> Figura esquemática do que acontece no centro das estrelas, ocorre o processo de fusão termonuclear, e a diferença de massa transforma-se em energia. Adaptada da Referência [55].....	23
<b>Figura 2.6:</b> Figura esquemática da fusão nuclear versus gravidade. Adaptada da Referência [56].....	23
<b>Figura 2.7:</b> (a) Foto da fotosfera do Sol na linha de 584 Å do Hélio (Hel) tirada pelo satélite SOHO (The Solar and Heliospheric Observatory), da ESA/NASA – (b) a granulação do Sol em detalhe. Figuras extraídas da Referência [11].....	26
<b>Figura 2.8:</b> (a) Manchas Solares, e (b) em destaque: Umbra, a região mais escura do Sol e Penumbra a região radial da Umbra. Figuras extraídas das Referências [60] e [61] (adaptada).....	26
<b>Figura 2.9:</b> (a) Figura ilustrativa do obscurecimento do limbo – Adaptado da Referência [9]. (b) Imagem do Sol em luz branca, onde se observa o obscurecimento do limbo – Extraída da Referência [61].....	27
<b>Figura 2.10:</b> (a) Foto das espículas no Sol e (b) Foto tirada do Sol com um filtro $H_{\alpha}$ . Figuras extraídas da Referência [62].....	27
<b>Figura 3.1:</b> Estrutura Geral do Capítulo 3 – Adaptada da Referência [14].....	30
<b>Figura 3.2:</b> Ilustração sobre as magnitudes das estrelas. Adaptada da Referência [66].....	34

<b>Figura 3.3:</b> Gráfico ilustrativo da temperatura de superfície versus o índice de cores (B-V). Adaptada da Referência [67].....	38
<b>Figura 3.2:</b> Diagrama H-R. Extraída da Referência [68].....	39
<b>Figura 3.4:</b> Variação do espectro da intensidade da radiação emitida por um corpo negro em diferentes temperaturas [69].....	40
<b>Figura 3.5:</b> A cor amarela do Sol é o resultado de sua radiação visível e graças a isto é possível determinar a temperatura de uma estrela através de sua emissão espectral [70].....	41
<b>Figura 3.6:</b> Figura ilustrativa do Espectroscópio Bunsen-Kirchhoff com bico de Bunsen, para análise da composição espectral de componentes químicos por um prisma. Figura extraída da Referência [67].....	42
<b>Figura 3.7:</b> Espectros observados em sete estrelas de diferentes temperaturas. Figura extraída da Referência [71].....	43
<b>Figura 3.8:</b> (a) Foto da estrela Zeta Orionis Aa, Ab, B, e no canto direito a Nebulosa da Chama, e (b) comparando o seu tamanho com a do Sol. A foto da Figura (a) dados observacionais (J2000). Figuras extraídas da Referência [72].....	44
<b>Figura 3.9:</b> Foto de detritos em torno da estrela Fomalhaut. No detalhe mostrando a localização do planeta Fomalhaut b. Foto registrada pelo telescópio espacial Hubble/NASA. Figura extraída da Referência [73].....	45
<b>Figura 3.10:</b> Diagrama H-R - Tipos espectrais. Figura extraída da Referência [74].....	48
<b>Figura 4.1:</b> Estrutura de apresentação do Capítulo 4. Adaptada da referência [14].....	52
<b>Figura 4.2:</b> Ilustração da Estrutura de uma Estrela. Extraída da Referência [78].....	54
<b>Figura 4.3:</b> Gráfico da frequência angular em função da razão do raio interno (r) e do raio total (R) do Sol. Figura extraída da Referência [77].....	55
<b>Figura 4.4:</b> Ilustração da Heliosismologia. Imagem gerada por computador de um padrão de oscilação acústica de modo-p no interior e na superfície do Sol ( $l=20$ , $m=16$ , $n=14$ ). Figura extraída da Referência [9].....	58
<b>Figura 4.5:</b> Representação da Heliosismologia. Figura extraída da Referência [62].....	59
<b>Figura 5.1</b> – Figura esquemática indicando as três formas que uma estrela pode morrer. Adaptada da Referência [62].....	60
<b>Figura 5.2</b> – Estrutura do Capítulo 5 – Adaptada da Referência [14].....	61
<b>Figura 5.3:</b> Figura esquemática de 4 núcleos de Hidrogênio transformando em um núcleo de Hélio, através de um processo de fusão e liberando energia.....	61
<b>Figura 5.4:</b> A Nebulosa do Anel. Figura extraída da Referência [83].....	63
<b>Figura 5.5:</b> Imagem de Sirius B ao lado de sua companheira Sirius A. Figura extraída da Referência [83].....	64
<b>Figura 5.6:</b> Imagem ilustrativa de uma Supernova do tipo IA. Figura extraída da Referência [85].....	67
<b>Figura 5.7:</b> Imagem ilustrativa das camadas de uma estrela. Figura extraída da Referência [87].....	68

<b>Figura 5.8:</b> Morte de Eta Carinae capturada pelo Telescópio espacial Hubble. Figura extraída da Referência [88].....	68
<b>Figura 5.9:</b> Ilustração de uma estrela de nêutrons. Figura extraída da Referência [88].....	70
<b>Figura 5.10:</b> Anatomia de um buraco negro. Figura extraída da Referência [90].....	70
<b>Figura 5.11:</b> Esquema do futuro do Sol: Anã Branca. Figura extraída e adaptada da Referência [62].....	71

# Sumário

Introdução.....	01
1. Histórico.....	05
1.1. Sol nossa estrela central .....	05
1.2. História das estrelas .....	08
2. A Formação das Estrelas .....	20
2.1. Nascimento da Estrela.....	20
2.2. O Nascimento do Sol e sua Evolução.....	23
3. Classificação das Estrelas .....	30
3.1. Temperatura.....	30
3.1.1. Radiação do Corpo Negro.....	31
3.1.2. Temperatura Efetiva.....	32
3.2. Magnitude e Cor.....	34
3.3. O Diagrama H-R.....	39
3.4. Classificação das Estrelas.....	41
3.4.1. Classificação por Tipos de Estrelas.....	43
3.4.1a. Tipo O .....	43
3.4.1b. Tipo B.....	44
3.4.1c. Tipo A.....	44
3.4.1d. Tipo F .....	44

3.4.1e. Tipo G .....	45
3.4.1f. Tipo K.....	45
3.4.1g. Tipo M .....	45
3.4.2. Grupos de Estrelas [10] .....	46
3.4.3. Classificação por Luminosidade [10, 71].....	47
4. Estimativa da Idade de uma Estrela.....	51
4.1. Construção dos Indicadores de Idade [76].....	52
4.2. Cálculo da Velocidade de Rotação.....	53
4.3. Dependência do Tempo e da Massa [73] .....	56
4.4. Idade do Sol .....	57
5. A Morte .....	60
5.1. Tempo de Vida do Sol .....	61
5.2. Nebulosa Planetária .....	62
5.2.1. Anãs Brancas.....	64
5.3. Supernovas .....	66
5.3.1. Estrelas de Nêutrons .....	69
5.3.2 Buracos Negros .....	70
6. Conclusão .....	72
Epílogo.....	74
Referências Bibliográficas.....	75

# Introdução

A Astronomia é uma ciência natural que estuda corpos celestes (como estrelas, planetas, cometas, nebulosas, aglomerados de estrelas, galáxias) e fenômenos que se originam fora da atmosfera da Terra (como a radiação cósmica de fundo em micro-ondas). Ela está preocupada com a evolução, a física, a química, e o movimento de objetos celestes, bem como a formação e o desenvolvimento do Universo [1]. Neste sentido, consiste em uma das ciências que aguçam a curiosidade dos estudantes de Física e do público no geral.

Tudo se inicia, quando criança, ao olharmos um céu límpido à noite vemos pontos brilhantes no céu e nos ensinam que estes pontos se chamam estrelas. Nos explicam ainda, quais são as estrelas mais conhecidas, como as “Três Marias”, “Cruzeiro do Sul”, entre outras, e é fascinante ficar admirando-as. Já durante o dia, também temos uma estrela no céu azul, lá está nossa estrela maior, o Sol, onde os planetas de nosso sistema giram em torno dela. Quem ainda se recorda do: **“Minha Velha Traga Meu Jantar: Sopa, Uvas, Nozes e Pão”** para lembrar a ordem dos planetas: **Mercúrio, Vênus, Terra, Marte, Júpiter, Saturno, Urano, Netuno, e Plutão**. Embora Plutão seja atualmente considerado como um planeta anão<sup>1</sup> (devido a sua ordem de grandeza), a frase gravada na memória continua sendo válida para a seqüência dos outros oito planetas.

Nas aulas de Ciência e Geografia, ouvimos sobre a importância do Sol, pois sem ele a vida em nosso planeta não seria possível. Assim, é assustador pensar que um dia o Sol pode “morrer”. Portanto, é importante sabermos qual é o futuro do Sol, e para isso, é necessário contextualizarmos como ele está inserido no Universo.

Atualmente sabe-se que o Universo é formado por Galáxias, e estas por estrelas, gás e poeira. Diferentemente do que se pensava no início do século XX, de que o Universo era formado de estrelas, planetas, cometas e nebulosas, e muito antes no século XIX que era somente o Sol, planetas e

---

<sup>1</sup> Além da órbita de Netuno, temos os chamados "objetos transnetunianos" que possuem uma composição semelhante a dos planetas gasosos, e dentro destas duas regiões, existem outros cinco corpos individuais denominados de planetas anões: Ceres, Plutão, Haumea, Makemake e Éris [2].

estrelas que a constituíam, e ainda na antiguidade que somente o Sol e os planetas faziam parte deste sistema [3].

Um fator importante ocorrido no início do século XX, foi a descoberta da existência da natureza extragaláctica, demonstrada em 1922, tornando as galáxias o foco da Cosmologia<sup>2</sup>. Esta observação é contribuição das observações de Vesto Slipher e Edwin Hubble. Ou seja, Hubble descobriu que muitas manchas fracas de luz, chamadas nebulosas, eram na verdade outras galáxias (vastas coleções de estrelas como o nosso Sol), mas a uma distância muito longe de nós. Isto foi observado (entre 1912 e 1925) também por Slipher, através das medidas do deslocamento das linhas espectrais para o vermelho (espectro eletromagnético), o que conhecemos como deslocamento Doppler. Verifica-se analisando a luz de outras galáxias que era possível medir se estas se afastavam ou se aproximavam de nós, e concluíram que a distância entre nós e as estrelas estava aumentando, ou seja, há um aumento relativo de afastamento, e que quanto mais longe, maior sua velocidade de afastamento.

A implicação desta descoberta em relação ao Universo é que, embora este pareça igual em cada posição do espaço, ele está mudando no tempo, portanto, se expandindo. Isso significa que em alguma época remota (cerca de 10 e 15 bilhões de anos atrás) as galáxias estiveram todas unidas em um único ponto. Mostrando assim, que a teoria da Relatividade Geral de Einstein implica que o Universo e o próprio tempo foi o começo de uma tremenda explosão (*Big Bang*), como mostrado por Stephen Hawking e Roger Penrose teoricamente [6].

Vemos assim, que a Cosmologia e a Astronomia andam de mãos dadas, pois a cosmologia é parte da astronomia. Os primeiros astrônomos/cosmólogos mais conhecidos foram: Aristóteles, Copérnico, Tycho Brahe, Kepler, e Galileu, que estudavam tudo o que se relacionavam entre outros, às estrelas e planetas.

Como acabamos de ver, o desenvolvimento da Cosmologia ocorreu a partir do século XX através dos dados observacionais, proporcionando modelos teóricos sobre a origem e evolução do Universo. E esses dados

---

<sup>2</sup> A Cosmologia por si só trata da compreensão de como o Universo foi criado, sua evolução e como as estruturas que atualmente conhecemos foram formadas [4,5].

observacionais, são obtidos pelos astrônomos através dos equipamentos astronômicos.

Assim, vamos aproveitar esse conhecimento fornecido pelos astrônomos e seus estudos para nos dedicar a um tema mais específico, que é o Futuro do Sol. As pesquisas, por exemplo, as citadas nas referências [7-12], mostram que o seu futuro está relacionado com uma outra estrela: a Anã Branca. Logo, duas estrelas são importantes para este trabalho: A Anã Branca e o Sol.

As estrelas Anãs Brancas são abundantes em nossa galáxia, assim como em sistemas binários e em aglomerados. São os resquícios de gerações de estrelas formadas no passado, mas por serem pouco luminosas, é difícil detectá-las. É uma estrela que já esgotou seu combustível nuclear, não possui, portanto, uma fonte de energia que a mantenha luminosa por muito tempo e está em fase de resfriamento. Existem vários tipos de Anãs Brancas, e sua classificação depende basicamente de sua composição química, embora, alguns pesquisadores tenham adotado a classificação pelo tipo de campo magnético [13].

Quanto ao Sol é a estrela mais próxima da Terra, está a uma distância aproximada de 150 milhões de quilômetros (1 unidade astronômica (U.A.)). É a estrela central de nosso sistema solar como o próprio nome indica. Este é uma bola de gás incandescente, constituída em sua grande parte, de Hidrogênio (76% de sua massa e 92% de seu volume), seguida de Hélio (24% de massa e 7% de volume), possuindo ainda Ferro, Oxigênio, Níquel, Enxofre, Magnésio, Silício, Neônio (Néon), Cálcio e Cromo [8-13].

A luz que vemos do Sol, é a soma das múltiplas ondas eletromagnéticas com diferentes comprimentos de onda na faixa do visível<sup>3</sup>. O Sol emite radiação ao longo de todo espectro eletromagnético, porém a maior parte da intensidade encontra-se na faixa do visível, não é coincidência sermos adaptados para enxergar nessa faixa do espectro. Quanto aos raios X emitidos pelo Sol, só são captados por satélites que se localizam acima da atmosfera da Terra, pois a nossa atmosfera absorve esses comprimentos de onda, formando assim um escudo de proteção. A radiação ultravioleta e extremo ultravioleta,

---

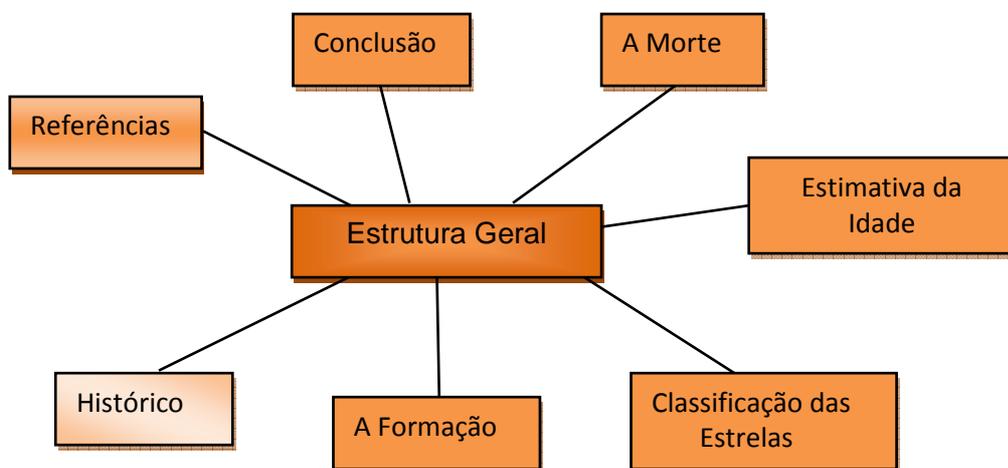
<sup>3</sup> De: 400 nm a 700 nm (1n= nano = 10<sup>-9</sup>).

também são absorvidos pela atmosfera da Terra, portanto, assim como os raios X eles só são captados por satélites [8-11].

O Sol encontra-se na metade ( $10^{10}$  anos) de sua vida útil [9], e o que ocorrerá com esta estrela que nos é tão importante é a motivação deste trabalho, ou seja, qual é o futuro do Sol.

Portanto, o **objetivo** deste trabalho é apresentar um estudo mais qualitativo da evolução de uma estrela, focando no futuro do Sol como uma Anã Branca.

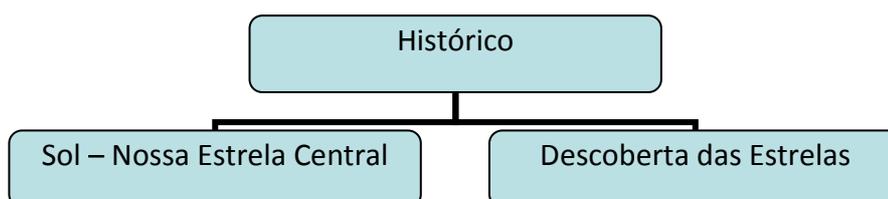
Assim, este trabalho está exposto da seguinte forma: inicia-se com um histórico sobre a História da descoberta das estrelas, onde destacamos primeiramente o Sol. Posteriormente faremos uma discussão sobre as estrelas, como elas são formadas, sua classificação, como se calcula a sua idade, e como elas morrem. Esta abordagem terá como foco a estrela mais próxima de nós, o Sol, para entender como um dia ele acabará. Para uma melhor visualização de como será dividido o presente trabalho, apresentamos o fluxograma da Figura 1.



**Figura 1:** Estrutura Geral do Trabalho – Sentido anti-horário, iniciando pelo Histórico – Adaptada da Referência [14].

# 1. Histórico

Neste capítulo, apresenta-se primeiramente um relato histórico sobre como era visto a nossa estrela central que é o Sol, pois a história sobre as estrelas tomam sempre o Sol como referência, visto que na antiguidade imaginava-se que o sistema planetário (o que se pensava ser o Universo como um todo) era constituído somente pelo Sol e os planetas. E a seguir, apresenta-se a história sobre os principais personagens que influenciaram neste estudo tão interessante, e que levaram ao nosso conhecimento sobre as estrelas, desde os tempos remotos até o que se conhece atualmente. A estrutura deste capítulo está apresentada na Figura 1.1.



**Figura 1.1:** Estrutura do capítulo 1. Adaptada da Referência [14].

## 1.1. Sol - Nossa Estrela Central

Desde a antiguidade, o Sol (do latim *Solis*) desperta curiosidade e admiração do ser humano. Na civilização egípcia era relacionado ao Deus Rá, nos nórdicos era Sigel e na grega era Hélio [15]. A personificação deste astro como uma entidade divina era devido ao fato da compreensão da importância que ele tinha para a vida na Terra, mas a incompreensão de como e porque ele estava ali, resultava em explicações livres de contestação científicas.

Os primeiros defensores da teoria do Heliocentrismo (Sol o centro do nosso sistema) datam de antes mesmo do surgimento do cristianismo que perdurou pela era das trevas, com Aristarco de Samos (270 a.C.), que determinou que o Sol era centenas de vezes mais volumoso que a Terra, a

partir da observação e estimativas entre a distância e tamanho do Sol e da Lua.

O modelo cosmológico mais antigo conhecido, sobre a relação do sistema em que vivemos, era que a Terra era o centro do nosso sistema, que foi a época do Geocentrismo. Acreditava-se que o Sol é quem girava em torno da Terra, defendida inclusive por Aristóteles, e cuja forma final foi dada por Claudius Ptolomeu (78 -161 d.C.). Ficando assim conhecida como a teoria de Ptolomeu [16].

Na idade média o Sol passou a ser considerado apenas uma esfera “perfeita” no céu, mesmo com o fato do Heliocentrismo ter ressurgido (resgate feito por Nicolau Copérnico (1473-1543)) em meio a muita controvérsia para a época [17]. Ao final da idade média (XVII) Galileu Galilei através de observações constatou que o Sol era imperfeito, confirmando que não era apenas uma esfera luminosa no céu.

Em relação à origem do Sol, a visão mais moderna, seria da hipótese que uma grande nuvem rotante de gás interestelar colapsou para dar origem ao Sol e aos Planetas. À medida que a luz colapsava, a rotação da nuvem aumentava por conservação do momento angular e eventualmente a massa de gás rotante assumiria a forma de um disco com uma concentração central que deu origem ao Sol. E os planetas teriam se formado a partir do material deste disco. Esta hipótese é baseada na hipótese nebular, sugerida pelo filósofo Immanuel Kant, em 1755, e desenvolvida pelo matemático Pierre Simon de Laplace em 1796, em seu livro *Exposition du System du Monde*<sup>4</sup> [10].

Em 1802, William Hyde Wollaston passando a luz solar por uma fenda e depois por um prisma observou que apareciam algumas linhas escuras no espectro, que interpretou como o limite das cores. Porém, em 1810, o alemão Joseph Von Fraunhofer já havia contado 574 linhas escuras no espectro solar, hoje conhecida como linhas de Fraunhofer. Ele usava estas linhas espectrais para determinar as propriedades dos vidros.

Em 1856, Gustav Robert Kirchhoff, sugeriu que a cores de substâncias colocadas em cima da chama de um bico de Bunsen (inventado por Robert Wilhelm Bunsen, em 1856, com quem Kirchhoff colaborava) eram do elemento

---

<sup>4</sup> Tradução do Francês: Sistema de exposição do mundo.

químico e não da chama, e que essas cores seriam mais distinguidas quando passadas por um prisma. Assim foi colocado um prisma em frente de um conjunto de lentes e passaram a identificar as linhas com os elementos químicos. Eles observaram que os gases quentes não emitiam um espectro contínuo, e que cada elemento gerava uma série de linhas diferentes. A diferença com as linhas de Fraunhofer é que estas eram brilhantes e não escuras. Para saber o porquê das linhas escuras, Kirchoff passou a luz do Sol em uma chama de gás de Sódio, mas ao invés de preencher as linhas escuras, tornou-as mais escuras. Então ele substituiu a luz do Sol por a de um sólido quente e observou que a luz do sólido que passava pela chama apresentava as mesmas linhas escuras do Sol, na posição das linhas do Sódio. Concluindo finalmente que o Sol, era um gás ou um sólido quente, e a sua volta tinha um gás mais frio, que causavam as linhas escuras (absorve mais radiação do que emite) no espectro do Sol. Através deste experimento ele determinou diversos elementos químicos que constituem o Sol, como por exemplo: Mg, Ca, Cr, Co, Zi, Ba, e Ni [18].

Em 1862, o astrônomo Sueco Anders Jonas Angstrom, identificou as linhas de Hidrogênio (descoberto na Terra em 1766 pelo físico Henry Cavendish) no Sol, aumentando a precisão de medida do comprimento de onda.

O Hélio foi somente identificado na Terra 27 anos (pelo químico William Ramsay) após sua identificação no espectro da luz solar pelo astrônomo Joseph Norman Lockyer, em 1868 [18].

Na idade contemporânea, em 1929, Henry Norris Russel (1877-1957), publicou no *Astrophysical Journal* a primeira determinação quantitativa da composição química da atmosfera solar, baseada exclusivamente em estimativas a olho nu das intensidades das linhas espectrais do Sol. Ele concluiu que o Hidrogênio é o principal componente da atmosfera solar [12].

Portanto, o Sol é uma estrela, pois é uma bola constituída de gás incandescente, em sua grande parte formada de Hidrogênio e Hélio, como já dissemos na introdução deste trabalho.

Atualmente, os estudos voltados ao Sol, são baseados em entender e prever as erupções solares que ocorrem durante as tempestades solares,

conhecidas também como ejeção coronal. Estas quando atingem a Terra prejudicam as telecomunicações e redes de energia, a exemplo dos satélites da operadora AT&T que em 1998 foram danificados pelas tempestades solares e emudeceram 45 milhões de *paggers*<sup>5</sup> em todo o mundo [19]. As tempestades solares são previstas e atingem ainda em 2012 os sistemas de telecomunicações, pois afetam os satélites usados para comunicação e localização (GPS<sup>6</sup>) [19]. Segundo a reportagem, informações da NASA<sup>7</sup>, a tempestade viaja a uma velocidade estimada de 700 Km/s, e foi causada pela mudança do campo magnético do Sol. Isto para uma explosão que ocorreu dia 02/07/2012 e atingiu a Terra em 04/07/2012.

A idade e características solares serão apresentadas posteriormente na seção (2.2). A seguir, passamos a apresentar um histórico sobre a descoberta das estrelas e sua importância no dia a dia de cada época.

## 1.2. Histórico Sobre a Descoberta das Estrelas

Estrelas... Porque nos chamam tanta atenção? Além do incrível cenário que elas proporcionam todas as noites, as estrelas sempre tiveram grande importância para o desenvolvimento das civilizações, elas interferiam em práticas religiosas e eram usadas com grande importância para a navegação e orientação [20, 21]. O movimento do Sol em relação às estrelas serviu de inspiração para criar calendários que eram utilizados principalmente para práticas agrícolas [22]. Um exemplo é o calendário gregoriano, que é baseado no ângulo do eixo de rotação da Terra em relação ao Sol.

Para compreender melhor as estrelas, as civilizações antigas viram a necessidade de construir um mapa estelar. Durante a história diversos mapas foram desenvolvidos. O mapa estelar mais antigo que se tem relato é o egípcio e foi produzido por volta de 1534 a.C.. No final do segundo milênio a.C. (1531

---

<sup>5</sup> Dispositivo eletrônico para contatar pessoas através de uma rede de telecomunicações, também conhecido como *bip*.

<sup>6</sup> GPS: do inglês - *Global Position System* – Sistema de Posição Global.

<sup>7</sup> NASA – do inglês - *National Aeronautics and Space Administration* – *Administração Nacional da Aeronáutica e do Espaço* - é uma agência do governo dos Estados Unidos da América, criada em 29/07/1958.

a.C. a 1155 a.C. – durante o período dos Cassitas) surgiram os primeiros catálogos de estrelas, estes foram compilados pelos antigos astrônomos babilônicos da Mesopotâmia [21, 22].

Em relação aos gregos, seu primeiro catálogo surgiu em torno de 300 a.C., e foi criado por Aristilo com o auxílio de Timocares. Mais recente no século II a.C. surgiu o catálogo feito por Hiparco e neste continha aproximadamente 850 estrelas. Este catálogo, terminado provavelmente em 129 a.C., foi usado por Ptolomeu como base para seu próprio catálogo. Hiparco não usou um único sistema de coordenadas consistente para denotar as posições estelares, mas sim uma mistura de coordenadas diferentes [11].

Passemos, agora para os estudos feitos após Cristo, registrados em nossa história [3,11, 21-31].

Os Chineses, em 185 d.C. foram os primeiros a observar e escrever sobre a Supernova (atualmente classificada como SN 185).

Um outro astrônomo que contribui para a história foi Abd al-Rahmn al Sufi (Persa) no ano de 964 d.C.. Ele proporcionou a descoberta de várias estrelas, além de aglomerados estelares e galáxias. Entre os aglomerados encontram-se o *Omicron Velorum* e os aglomerados de *Brocchi*, e entre as galáxias um nome mais comum para nós, que é a galáxia de Andrômeda.

No ano de 1006, foi registrado a Supernova SN 1006 (atualmente classificada assim), tanto pelos chineses quanto pelo astrônomo egípcio Ali ibn Ridwan.

A famosa Via Láctea, foi descrita como sendo uma multidão de fragmentos que possuíam as propriedades de estrelas nebulosas, pelo sábio Abu Rayhan Biruni no século XI. Ele também forneceu em 1019, as latitudes de várias estrelas, observadas durante um eclipse lunar ocorrido neste ano.

Em 1054, foi registrado, também pelos chineses e islâmicos, a Supernova (SN 1054) que deu origem a Nebulosa de Caranguejo. Como se pode observar o ano da descoberta faz parte do nome das estrelas.

O povo islâmico da época medieval deram uma grande contribuição para esta história, pois inventaram vários instrumentos astronômicos que proporcionavam-lhes a possibilidade de calcular a posição das estrelas. Foram eles quem construíram os primeiros observatórios de pesquisa, e produziram o

catálogo conhecido como *Zij*.

Ainda sobre a Via Láctea, através da observação da conjunção de Júpiter e Marte em 500 AH (1106/1107 d.C.), foi proposto por Avempace (filósofo do Al-Andalus) que a Via Láctea era formada por muitas estrelas bem próximas umas das outras e isso mostrava-se como uma imagem contínua devido ao efeito da refração da luz [21].

Passemos agora para os astrônomos europeus, já mais conhecidos por nós [21, 25-31].

O astrônomo Tycho Brahe, em 1572, observou o surgimento de uma nova estrela muito brilhante na constelação de Cassiopeia. Ele observou seu brilho até a estrela evoluir e desaparecer no ano seguinte. Relatou o caso em seu livro "De Stella Nova" (a estrela nova), que o deixou famoso em toda Europa. Brahe foi um astrônomo observacional da era que precedeu à da invenção do telescópio, e as suas observações da posição das estrelas e dos planetas alcançaram uma precisão sem igual para a época [25, 26].

Em 1584, Giordano Bruno sugeriu que o Universo era infinito e que as estrelas eram na verdade como nosso Sol, onde outros planetas pudessem estar orbitando a sua volta, possivelmente como a Terra, e podendo até existir vida inteligente [27]. Fato este que o levou a fogueira da Santa inquisição, que ao contrário do que se pensa, não foi queimado na fogueira por defender o Heliocentrismo de Copérnico [28].

Hans Lippershey, em 1608, construiu o primeiro instrumento para a observação de objetos à distância. Ele mantém uma lente na frente da outra para ampliar um objeto distante. Ao montar duas lentes num tubo de madeira, construiu o primeiro telescópio (Figura 1.2). O telescópio, que na época era conhecido como "trompa holandesa". O conceito que se desenvolveu era a da utilização de um tubo com lentes para fins bélicos e não para observações do céu [29].



**Figura 1.2:** Hans Lippershey e o primeiro telescópio. Figura extraída da Referência [30] . 10

Em 1609, Galileu Galilei (Figura 1.3 (a)) ouviu rumores sobre a "trompa holandesa", e ao saber que o instrumento era composto de duas lentes em um tubo, sem ter visto o telescópio de Lippershey, Galileu construiu o seu próprio telescópio, com aumento de 3 vezes (Figura 1.3 (b)), neste mesmo ano. Em seguida ele construiu outros instrumentos, e o melhor tinha aumento de 30 vezes.



(a)



(b)

**Figura 1.3:** (a) Galileu Galilei e (b) Foto da réplica da luneta confeccionada por Galileu. Figuras extraídas da Referência [31] .

Apesar de Galileu não ter inventado o telescópio, ele foi o primeiro a fazer uso científico, e com isto, descobriu que a Via Láctea é composta de milhares de estrelas, e descobriu ainda os satélites de Júpiter, as montanhas e crateras da Lua. Todas essas descobertas foram feitas em março de 1610 e comunicadas ao mundo no livro *Sidereus Nuncius* ("O Mensageiro das Estrelas") em março do mesmo ano em Veneza. A observação dos satélites de Júpiter, levaram-no a defender o sistema Heliocêntrico de Copérnico [30,31].

Galileu, em 1610, observou pela primeira vez as manchas solares. Para isso ele projetou a imagem do Sol com o auxílio de sua luneta e descobriu que o disco solar continha manchas escuras [9,10]. O estudo de Galileu e de outros cientistas da época permitiu, ainda, verificar que o Sol possui um movimento de rotação e que, além disso, esse movimento é diferenciado, pois, dependendo da latitude a velocidade com que as manchas se deslocam é diferente [30,31].

Pouco tempo depois de Galileu, Johannes Kepler descrevia a óptica das lentes, incluindo um novo tipo de telescópio astronômico com duas lentes convexas (um princípio muitas vezes referido como telescópio de Kepler). Hoje

em dia temos exemplares destes telescópios tão modernos capazes de nos mostrar galáxias que estão a milhares de anos-luz de distância da Terra.

Em 1667, o astrônomo italiano Geminiano Montanari informa ter observado variações na luminosidade da estrela Algol, enquanto que Edmond Halley, publicou as suas primeiras medidas do movimento próprio de um par de estrelas próximas (que se pensavam fixas), mas que já se sabia que elas trocavam de posição desde os tempos de Ptolomeu e Hiparco.

Em 1838, Friedrich Bessel, fez a primeira medição direta da distância de uma estrela, a 61 Cygni que se posiciona da Terra a 11,4 anos luz. Já em 1844, Bessel observou mudanças no movimento próprio da estrela Sirius e inferiu a existência de uma companheira escondida. Esta companheira não podia ser observada de seu telescópio, mas com a qual formaria um sistema binário. Utilizou para sua análise o método de paralaxe<sup>8</sup>. Esta companheira foi a primeira Anã Branca a ser descoberta. Ele estimou que o período orbital do sistema teria por ordem de 100 anos.

Somente em 1862, Alvan Graham Clark Jr., testando um telescópio refrator novo, com 37 cm de diâmetro, descobriu uma estrela de magnitude 8 (magnitude fraca), próxima a Sirius, que vinha ser exatamente a companheira que Bessel havia predito, esta passou a se chamar Sirius B, enquanto que a outra Sirius A. A difícil detecção desta estrela se deve ao fato de uma Anã Branca ter uma magnitude fraca (magnitude aparente: -1, brilho relativo à magnitude 0 igual a 2,5, para se comparar o Sol tem magnitude aparente -27 e brilho relativo a magnitude 0 de  $6,3 \times 10^{10}$ ). A Figura 1.4 mostra a estrela Sirius B, que possui temperatura efetiva de 25.000 K, raio de 5.600 Km, e período orbital de 50,1 anos, sendo esta 9 magnitudes menor do que Sirius A [33]. A título de curiosidade, Sirius ( *$\alpha$  Canis Majoris –  $\alpha$  do Cão Maior*) é a estrela mais brilhante do céu [11, 32-34].

---

<sup>8</sup> Paralaxe (do grego significa alteração) é a alteração aparente de um objeto contra um fundo devido ao movimento do observador. Uma forma simples de entender: Levante o dedo indicador, e estique o braço. Feche um olho, e observe o seu dedo, e note o fundo atrás dele. Agora feche o olho que estava aberto, e abra o outro, sem mover o braço. Deve-se notar que o seu dedo parece andar em relação ao fundo. Para medir distâncias, ao invés do dedo se utiliza uma estrela e ao invés do piscar de olhos se utiliza o movimento da Terra em sua órbita [32].



**Figura 1.4:** Foto da estrela *Sirius A* (maior) e apontada com a seta a *Sirius B* (a primeira Anã Branca descoberta). Figura extraída da Referência [33].

Em 1865, Angelo Secchi iniciou a classificação das estrelas através de suas linhas espectrais. Os primeiros a estudar as estrelas dessa forma foram Joseph von Fraunhofer e Secchi, onde ao compararem os espectros de estrelas como a Sirius com a do Sol, viram as diferenças na intensidade e no número das suas linhas de absorção e concluíram ainda que as linhas escuras no espectro estelar são devidos a absorção de frequências específicas da atmosfera [34].

Utilizando o mesmo princípio de Bessel, a paralaxe, William Herschel foi o primeiro a tentar determinar a distribuição das estrelas no céu.

Em 1870, Herschel realizou uma série de medições e deduziu que o número de estrelas aumentava de forma constante em direção a um dos lados do céu, onde estaria o centro da Via Láctea e também descobriu algumas estrelas que formavam um sistema binário.

Em 1899, Edward Charles Pickering, descobre a primeira estrela binária espectroscópica. Esta descoberta se deu ao observar, durante 104 dias, a separação periódica das linhas espectrais da estrela Mizar.

A determinação da massa das estrelas por meio de cálculos foram realizados pelos astrônomos Friedrich Georg Wilhelm Struve e S. E. Burnham, utilizando os dados das observações detalhadas de muitos sistemas binários. Em relação aos cálculos via observações telescópicas para resolver o problema da determinação da órbita das estrelas binárias só ocorreu em 1927, por Felix Savary.

Passemos agora ao século XX.

No século XX, Karl Schwarzschild descobriu que a cor de uma estrela e conseqüentemente a sua temperatura, pode ser obtida ao se comparar a

magnitude visual com a magnitude fotográfica. Assim, a fotografia se tornou uma importante ferramenta em astronomia. Essas medidas se tornaram mais precisas com o desenvolvimento do fotômetro fotoelétrico<sup>9</sup>. Os espectros das estrelas foram melhor compreendidos com o avanço da Mecânica Quântica. Esta permitiu a determinação da composição química da atmosfera estelar.

Atualmente os meios que são utilizados para observação astronômica em nada se parecem com os precursores da época de Galileu. Um exemplo disso, é o fato de termos o meio mais avançado e caro para a humanidade, os telescópios embutidos em satélites, que são lançados no espaço para captar o máximo de informação possível, que daqui da Terra seria impossíveis de se obter [23].

Em 1913, foi desenvolvido o Diagrama de Hertzsprung-Russel (Diagrama H-R). Este diagrama é muito importante para classificar as estrelas, que veremos no decorrer desta monografia (seção 3.3).

Em 1914, o americano Walter Sydney Adams, analisando o espectro da Sírius B [33] (primeira Anã Branca descoberta), descobriu o valor estimado de seu raio, na época, de 18.000 Km, e sua densidade média (150 mil vezes a da água). Ainda em 1914, foi descoberta mais uma Anã Branca, a 40 Eridani B (40 Eri B) descoberta por Henry Norris Russell.

Então, até 1917, foram 3 as Anãs Brancas descobertas: Sírius B, 40 Eridani B e a que foi descoberta por Adriaan van Maanen e levou seu nome a van Maanen 2.

Em 1921, Albert Abraham Michelson, utilizando um interferômetro no telescópio Hooker, realiza as primeiras medições de um diâmetro estelar.

Em 1923, Hermann Oberth (juntamente com Robert Goddard e Konstantin Tsiolkovsky considerado o pai dos telescópios modernos) publicou sua obra *Die Rakete zu den Planetenräumen* (“O Foguete no Espaço Planetário”), onde sugere como lançar um telescópio na órbita da Terra. Oberth foi inspirado na obra de Julio Verne, “Da Terra a Lua”, e detalhou com maestria, para sua época, o processo de lançamentos por estágios e uma estação espacial. Infelizmente veio a falecer no ano de 1989, deixando de apreciar um dos

---

<sup>9</sup> O fotômetro fotoelétrico é um equipamento mede as magnitudes em intervalos múltiplos de comprimento de onda.

maiores marcos da astronomia contemporânea, o lançamento do telescópio Hubble.

Lembrando que, como já dissemos na introdução, entre 1912 e 1929, as pesquisas sobre as linhas espectrais das estrelas, através do efeito Doppler, proporcionaram um marco nas pesquisas científicas. Este mérito devemos as pesquisas principalmente de Slipher e Hubble. Em 1929, Hubble e Milton Humason concluíram que em larga escala, cada galáxia se afasta umas das outras, anunciando então a descoberta de que o Universo encontra-se em expansão [6].

Em 1931, o jovem astrofísico indiano Subrahmanyan Chandrasekhar desenvolveu a teoria que descreve a estrutura de estrelas como as Anãs Brancas, que possuem uma densidade muito alta (da ordem de  $10^3 \text{ kg} / \text{m}^3$ ). Ele propôs que a pressão que suporta estas densidades tão altas deva ser a pressão de degenerescência eletrônica provinda do princípio de exclusão de Pauli. Neste caso os elétrons possuem momento linear e energia cinética muito alto, maiores do que indicariam a energia térmica, e contrabalançam o colapso gravitacional [35]. A teoria atual é de que se uma estrela central de uma Nebulosa Planetária tem massa menor do que 1,4 da massa do Sol, ela evolui, tornando-se cada vez mais degenerada e finalmente se estabiliza como uma estrela Anã Branca [10,11].

Em 1942, o Físico brasileiro Mário Schenberg e seu colega Chandrasekhar mostraram que o Sol não consegue lançar mão de todo seu estoque de Hidrogênio, 10% do Hidrogênio total é transformado em Hélio. Conhecido como limite de Schenberg-Chandrasekhar que corresponde ao ponto de evolução de uma estrela em que o balanço de pressão no núcleo isotérmico não pode mais ser alcançado [36,37].

Um efeito interessante a se relatar é a descoberta do efeito da Aurora Boreal, que é o cinturão descoberto pelo Físico americano James Alfred Van Allen em 1958. A explicação deste fato é que somente as partículas carregadas do vento solar entram na atmosfera da Terra pelos pólos, causando as auroras, que nada mais do que fenômenos luminosos de excitação e desexcitação dos átomos de Oxigênio e Nitrogênio [38].

Embora um *quasar*<sup>10</sup> seja considerado mais do que uma estrela, é interessante citar que em 1979, a descoberta do duplo quasar (Q0957 + 561) converteu a deflexão da luz, a partir de um teste da relatividade, como uma ferramenta útil na Astronomia e Cosmologia. O duplo *quasar* foi interpretado como uma imagem múltipla de um único quasar causado pelo efeito de lente gravitacional de uma galáxia ou de um aglomerado de galáxias ao longo da linha de visão entre nós e o *quasar* [39]. Assim neste ano (1979) foi confirmada o efeito de lente gravitacional previsto pela teoria da Relatividade Geral de Einstein. A título de completude atualmente há pesquisas via simulação computacional utilizando o Cristal Líquido<sup>11</sup> como um laboratório cosmológico onde foi observado o efeito de lente gravitacional, como por exemplo as referências [41,42]. Ressaltando ainda que pesquisas utilizando os Cristais Líquidos como um laboratório cosmológico é existente em nossa própria instituição, DFI/UEM, onde foca-se os Cristais Líquidos do tipo Liotrópico<sup>12</sup> [43-45].

Vejamos agora sobre alguns equipamentos mais avançados, utilizados nas pesquisas de astronomia.

O telescópio norte americano Hubble é um satélite não tripulado lançado no dia 24 de abril de 1990 a bordo do ônibus espacial *Discovery* (missão STS-31). Em seu interior ele conta com um poderoso telescópio de luz visível e infravermelho e já passou por diversas atualizações e reparos em plena órbita terrestre. Graças a esse telescópio, pela primeira vez foi possível observar além da nossa galáxia. O nome do telescópio espacial é em homenagem ao grande astrônomo, Edwin Powel Hubble (1889-1953) que constatou que o Universo estava em expansão como mencionado anteriormente [30]. Na Figura 1.5 apresenta-se a foto de uma imagem do núcleo de um *quasar* feito pelo telescópio Hubble.

---

<sup>10</sup> Quasar é abreviatura de *quasi-stellar radio source* (fonte radio quase estelar). É um objeto astronômico distante e poderosamente energético com um núcleo galáctico ativo, de tamanho maior que o de uma estrela, porém menor do que o mínimo para ser considerado uma galáxia. Os quasares são os maiores emissores de energia do Universo. Um único quasar emite entre 100 e 1.000 vezes mais luz que uma galáxia inteira com cem bilhões de estrelas [39].

<sup>11</sup> Cristal Líquido é uma substância que possui propriedades de um líquido isotrópico, como a fluidez, e a de um sólido cristalino como a birrefringência [40].

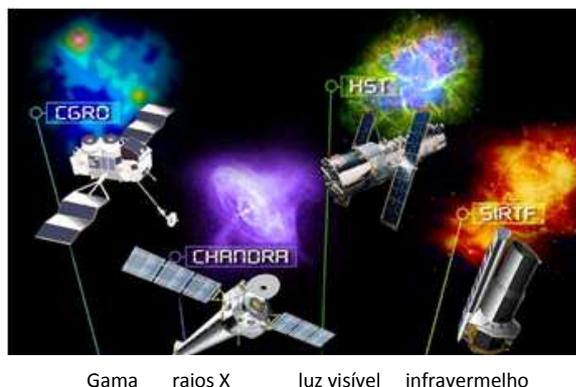
<sup>12</sup> Cristais Líquidos Liotrópicos é uma classe de cristais líquidos constituídos por agregados moleculares de moléculas anfífilas, denominados de micelas [40]. Por exemplo: Mistura ternária de Laurato de Potássio (KL), Decanol (DeOH) e água (H<sub>2</sub>O).



**Figura 1.5:** Imagem do Telescópio Hubble, mostrando o núcleo de um *quasar*. Figura extraída da Referência [39].

O telescópio Hubble faz parte de um programa da NASA conhecido como Grandes Observatórios Espaciais (*Great Observatories Program*), e consiste em quatro telescópios espaciais poderosos, incumbidos de coletar informações do espaço, cada um operando em uma faixa do espectro da luz. São eles (Figura 1.6):

- HST (*Hubble Space Telescope*): como já mencionado anteriormente capta luz visível e infravermelho próximo a faixa de luz visível.
- CGRO (*Compton Gamma Ray Observatory*): Lançado a bordo da *Atlantis* na missão STS-37 com a missão de captar raios gama, porém devido a um problema em seu giroscópio teve que ser recuperado da órbita.
- CXO (*Chandra X-Ray Observatory*): Lançado a bordo do *Columbia* durante a missão STS-93 com a missão de captar raios X.
- SST (*Spitzer Space Telescope*): Lançado a bordo do *Delta II Rocket* com a missão de captar infravermelho.



**Figura 1.6:** Foto dos Telescópios espaciais, (HST, CGRO, CXRO e SST). Figura extraída da Referência [46].

ocorreu o lançamento pela NASA de um veículo espacial não tripulado nomeado de SOHO (Solar and Heliospheric Observatory<sup>13</sup>) [47].

No Brasil temos o observatório do Pico dos Dias (pertencente ao Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA) – sede em Itajubá – MG) localizado em Brazópolis (MG). Este observatório está a 1.890 metros de altitude, e entrou em operação em fevereiro de 1981. Seu maior telescópio tem apenas 1,6 metros, menores que as do Chile e Havaí, mas tem gerado excelentes resultados [48]. Ressaltando que o Brasil tornou-se parceiro do projeto Gemini<sup>14</sup>, onde trabalham com dois telescópios de 8 metros de diâmetro localizados no Havaí e nos Andes Chilenos. Ainda em interação com o LNA, há a participação em forma de cooperativa com a Universidade Estadual de Michigan, Universidade da Carolina do Norte e *National Astronomical Observatory* (EUA) na construção do SOAR<sup>15</sup>, com 4 metros de altura, e situado em Cerro Pachón (Chile) ao lado do Gemini Sul [48]. É interessante saber, que este importante trabalho iniciou-se com Dom Pedro I do Brasil em 15/10/1827, com o Observatório Nacional (ON) no Rio de Janeiro. Após muitas etapas, como pode ser visto na referência [49], um marco importante da participação do Observatório Nacional, foi a coordenação da expedição inglesa, com participação americana em 1919 à Sobral no Ceará, quando em 29/05 observou das chapas fotográficas tiradas durante o eclipse total do Sol<sup>16</sup>, o desvio sofrido pela luz das estrelas no céu, causado pelo forte campo gravitacional provocado pela massa do Sol e proporcionou a comprovação da Teoria da Relatividade Geral de Einstein, que prevê este desvio em 1,70'' [50].

Na década de 30, os trabalhos de construção de observatórios astrofísicos tiveram uma longa interrupção devido as Guerras mundiais, e em 1961 foi retomado por Muniz Barreto. Reiniciando com o Observatório Astrofísico Brasileiro (OAB) atual LNS apoiado pela FINEP (Financiadora de Estudos e Projetos). Tem forte participação nestes trabalhos, O Instituto de

---

<sup>13</sup> Observatório Solar heliosférico.

<sup>14</sup> Gemini – Gêmeos, devido a utilização de dois telescópios gêmeos. Um o Gemini Sul e o outro Gemini norte.

<sup>15</sup> Iniciais do inglês: Southern Astrophysical Research Telescope – Telescópio de Pesquisa Astrofísica do Sul.

<sup>16</sup> No Brasil devido ao bom tempo no dia do eclipse, foi possível tirar 8 chapas fotográficas com 7 estrelas cada. Já na ilha de Príncipe na África Portuguesa, devido ao tempo nublado e chuvoso, foi possível somente registrar 2 chapas fotográficas com 5 estrelas, estas foram registradas por Eddington. No Brasil o valor obtido foi de 1,98'' e em Príncipe de 1,60'' [50]. 18

Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas (IAG), Instituto Tecnológico da Aeronáutica (ITA), Universidade Federal de Minas Gerais (UFMG-Itajubá), bem como, colaboração financeira da FINEP e do CNPq (Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico) que são órgãos federais no Brasil.

Atualmente existem vários destes telescópios que ao invés de lentes, possuem grandes antenas, que captam ondas de rádio e com elas os cientistas podem elaborar modelos astronômicos ricos em detalhes e com precisão incrível, que são os radiotelescópios.

Os radiotelescópios hoje em dia, são utilizados também para medir a deflexão da luz, assim nenhum pesquisador necessita mais se deslocar para onde um eclipse do Sol está ocorrendo. Para esta medida se utiliza como fonte os *quasares*, visto que a Relatividade Geral garante a independência do comprimento de onda da luz. E assim, os *quasares* que ficam a 8 bilhões de anos-luz, aparecem no céu como pequenos pontos, facilitando as medidas do desvio da luz [50].

No Brasil são também encontrados 3 radiotelescópios: o Rádio Observatório de Itapetinga, um em Euzébio no Ceará, e outro em Cachoeira Paulista onde se encontra um dos equipamentos pertencentes ao Projeto GEM<sup>17</sup>, que nada mais é do que uma parceria internacional com intuito de medir ondas de rádio extraterrestres em cinco faixas diferentes do espectro eletromagnético (entre 408 MHz e 10 GHz) em diferentes pontos do planeta. Com estes dados será possível aperfeiçoar os futuros telescópios para filtrar radiações indesejadas [20].

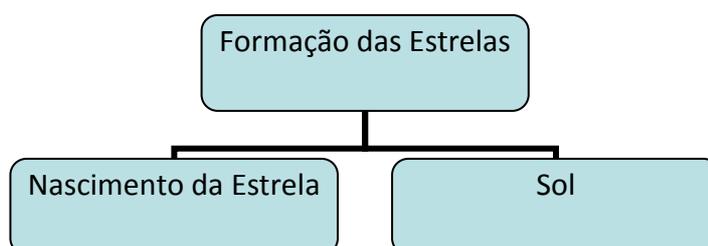
Após este histórico, sobre os descobridores, equipamentos e como realizavam suas pesquisas, vamos apresentar como nasce uma estrela.

---

<sup>17</sup> *Galactic Emission Mapping* – Mapeamento de emissão Galácticas.

## 2. Formação das Estrelas

Neste capítulo descreveremos o processo de nascimento de uma estrela. Primeiramente de uma forma geral, em seguida a evolução, e posteriormente como o Sol foi formado e em qual estágio se encontra. A estrutura deste capítulo está apresentada na Figura 2.1.



**Figura 2.1:** Estrutura da exposição do Capítulo 2. Adaptada da Referência [14].

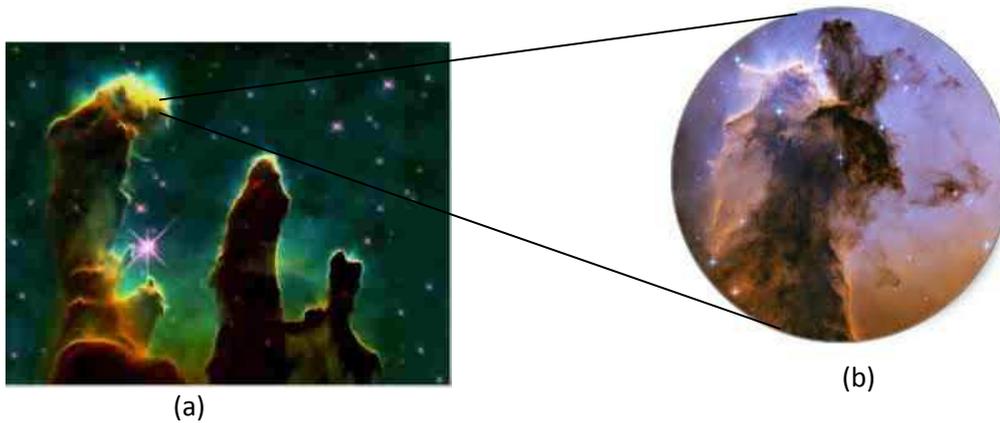
### 2.1. Nascimento da Estrela

Toda estrela é uma esfera luminosa de gás super aquecido, maior do que qualquer planeta. Só em nossa galáxia existem mais de 400 bilhões de estrelas. As estrelas são formadas a partir de gás Hidrogênio e poeira. No Universo existem bilhões de regiões formadoras de estrelas, estes lugares são conhecidos como “berçário de estrelas” e são na verdade grandes nuvens de gás e poeira. Essas nuvens, conhecidas como nuvens interestelares, se formam dentro de nebulosas, temos como exemplo, os “pilares da criação”, que é um berçário de estrelas dentro da nebulosa *Eagle* (Figura 2.2), que fica a 7 mil anos luz da Terra<sup>18</sup> [51].

Esta nebulosa descoberta entre 1745 e 1746 por Cheseaux de Jean-Philippe, que significa nebulosa da águia (eagle), devido a sua forma, é um aglomerado aberto de estrelas jovens na constelação da Serpente.

---

<sup>18</sup> Ano-Luz é a distância em que a luz atravessa no vácuo em um ano Juliano (365,25 dias). No sistema Internacional,  $1 \text{ Ano-Luz} = 9,4605284 \times 10^{15} \text{ m}$ . Ressaltando que os astrônomos normalmente utilizam como unidade de distância o Parsec (Pc) que é igual a  $3,08567758 \times 10^{16} \text{ m}$



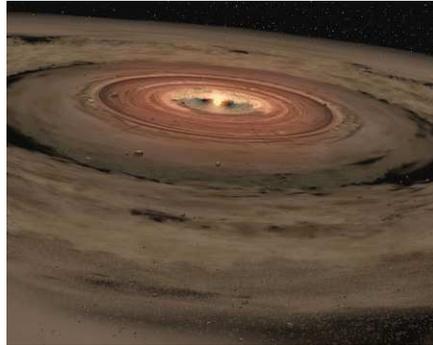
**Figura 2.2:** Foto da Nebulosa da águia (*Eagle*) tirada pelo telescópio espacial Hubble. (a) os 3 pilares da criação, e em (b) detalhe da coluna de gás e poeira. Figuras extraídas da Referência [51] e adaptada.

Acredita-se que as regiões escuras são as protoestrelas (embrião estelar). As colunas semelhantes às estalactites (Figura 2.2 (b)), são compostas de gás de Hidrogênio e Poeira estelar, agindo assim como incubadoras de novas estrelas. Em seu interior descobriram que há nós ou glóbulos de gás mais densos que são denominados de *EGGS* – (*Evaporating Gaseous Globules*<sup>19</sup>). E que as estrelas são formadas dentro de uma parcela desses glóbulos.

De uma forma geral dentro de uma nebulosa, as concentrações de gás e poeira formam pequenas nuvens no decorrer de milhões de anos, essas nuvens têm densidades típicas de  $30 \text{ átomos} / \text{cm}^3$  e temperaturas em torno de  $75 \text{ K}$  [52]. No interior dessas nuvens, ocorrem flutuações na densidade, essas flutuações atraem gravitacionalmente a matéria ao seu redor. À medida que a gravidade as fragmenta e comprime, a temperatura da nuvem começa a aumentar, a energia cinética dos átomos em queda livre sobre o centro da nuvem é dissipada aumentando a energia cinética média do gás. Neste ponto, a pressão térmica atua no sentido de impedir que o colapso continue. Por outro lado, metade da energia térmica é emitida em forma de ondas eletromagnéticas. Essa perda de energia provoca a queda da pressão e facilita o trabalho da gravidade de contrair e aumentar ainda mais a temperatura no centro da nuvem [52].

<sup>19</sup> Evaporação de glóbulos gasosos.

Em centenas de milhões de anos, a nuvem adquire a forma de um disco, a gravidade atua no centro do disco e o transforma em uma esfera, onde a temperatura chega a 2 milhões de graus, este sistema formado é chamado de protoestrela [53], como o objeto 51 na constelação de Ofiuco (Figura 2.3).



**Figura 2.3:** Objeto 51 da Constelação de Ofiuco. Figura extraída da Referência [53].

Dez milhões de anos mais tarde, o centro de Hidrogênio da protoestrela ferve a uma temperatura de 18 milhões de graus, nesse ponto o centro se torna quente o suficiente para suportar a fusão termonuclear, os átomos de Hidrogênio se movem tão rápidos devido a temperatura extremamente alta, que colidem e se fundem formando átomos de Hélio.

A massa do núcleo é 0,7% menor que a soma das massas das partículas utilizadas para formá-lo. A diferença de massa é totalmente transformada em energia segundo a equação de Einstein [8, 52]:

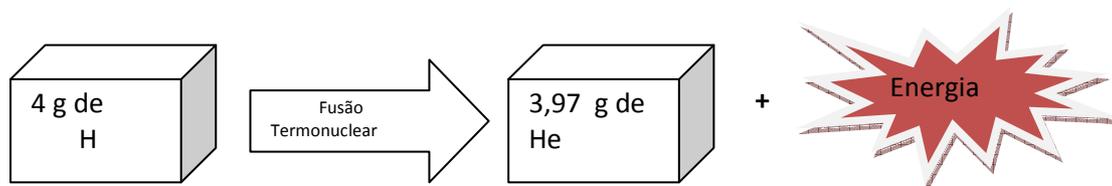
$$E = mc^2 . \quad (2.1)$$

Utilizando a equação (2.1), e considerando:  $m_H = m_p = 1,67 \times 10^{-27} \text{ Kg}$ ,  $m_{He} = 6,64 \times 10^{-27} \text{ Kg}$  e a velocidade da luz:  $c = 3 \times 10^8 \text{ m/s}$ , obtemos que [8]:

$$E = (4m_H - m_{He})c^2 = 0,007(4m_H)c^2 = 4,2 \times 10^{-12} \text{ J} .$$

Cada vez que se forma um núcleo de He, essa energia é liberada formando raios gama.

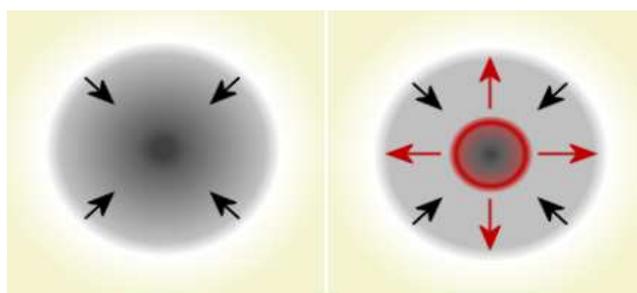
Para compreendermos o que ocorre, vejamos um exemplo mais simples (Figura 2.4): considere 4 gramas de Hidrogênio e através de uma fusão termonuclear, esperaríamos ter 4 gramas de Hélio, mas não é isso que ocorre, no final tem-se 3,97 gramas de Hélio, e o restante da massa se transforma em energia, que é consequência da equação de Einstein (2.1) [55].



**Figura 2.4:** Figura esquemática do que acontece no centro das estrelas, ocorre o processo de fusão termonuclear, e a diferença de massa transforma-se em energia. Adaptada da Referência [55].

Essa reação fornece energia para manter a estrela “viva” e se transforma em uma fonte constante de luz e calor.

A mesma força que forma a estrela também a destrói, para evitar o colapso gravitacional a estrela precisa vencer a força da gravidade e para isto ela precisa aplicar uma força na direção oposta, a fusão nuclear é a solução para este problema, ela atua no sentido contrário a gravidade (como na Figura 2.5). Quando a pressão resultante da fusão nuclear sustenta a estrela contra a gravidade, ela entra em equilíbrio e fica estável.



**Figura 2.6:** Figura esquemática da fusão nuclear versus gravidade. Adaptada da Referência [56].

Uma estrela que passa a maior parte da vida neste estado de equilíbrio, encontra-se na fase chamada de sequência principal. Este é o caso do Sol, que está nessa seqüência. Ele emite uma quantidade constante de energia, e é isso que torna a vida na Terra possível. Vejamos a seguir, o nascimento do Sol e sua evolução.

## 2.2 – O Nascimento do Sol e sua Evolução

Como vimos, na seção 1.1, o Sol era uma gigantesca nuvem de gás e

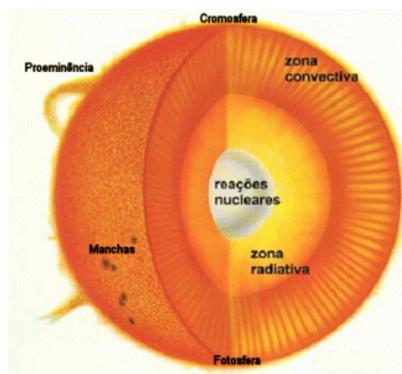
poeira, muitas vezes maior que o sistema solar hoje. Essa nuvem foi se contraindo e se tornando mais densa, até se transformar em uma verdadeira estrela. Isso demorou cerca de 50 milhões de anos [54]. O que mantém o Sol na sequência principal ou fase tranquila é a queima de um elemento que está em seu interior (núcleo), chamado Hidrogênio.

Portanto, no caso do Sol, o glóbulo inicial teria 25 vezes a massa que o Sol possui atualmente, um diâmetro de 500 trilhões Km e temperatura de 40 K. Ressaltando que, em 100.000 anos, o glóbulo que gerou o Sol contraiu-se para 24 bilhões de Km, para atingir o estágio de protoestrela [36].

E todo o processo ocorre da mesma forma que uma estrela como já descrito na seção 2.1.

Basicamente, o Sol então é uma enorme esfera de gás incandescente, em cujo núcleo acontece a geração de energia através de reações termo-nucleares.

Na Figura 2.6, vemos a constituição do Sol:



**Figura 2.6:** Figura esquemática mostrando as principais partes do Sol. Figura extraída da Referência [11].

Vejamos cada parte com mais detalhes:

- Núcleo

O núcleo do Sol ocupa aproximadamente 25% do raio e contém a maior parte da massa solar. É onde ocorrem as reações nucleares, onde quatro núcleos de Hidrogênio se fundem em um núcleo de Hélio e libera energia. Em 1 segundo cerca de 700 milhões de toneladas de Hidrogênio se transformam

em 695 milhões de toneladas de Hélio, mais 5 milhões de toneladas de energia [36].

- Zona radiativa

A zona radiativa está localizada logo acima do núcleo entre 25% a 70% do raio solar [9]. É uma região de plasma<sup>20</sup> onde a energia é transportada lentamente por irradiação. A estimativa é que quando o fóton deixa o núcleo leva aproximadamente 150 mil anos para atravessar toda a zona radiativa [57]. A temperatura e a densidade nesta região diminui a medida que se afasta do núcleo [9].

- Zona convectiva

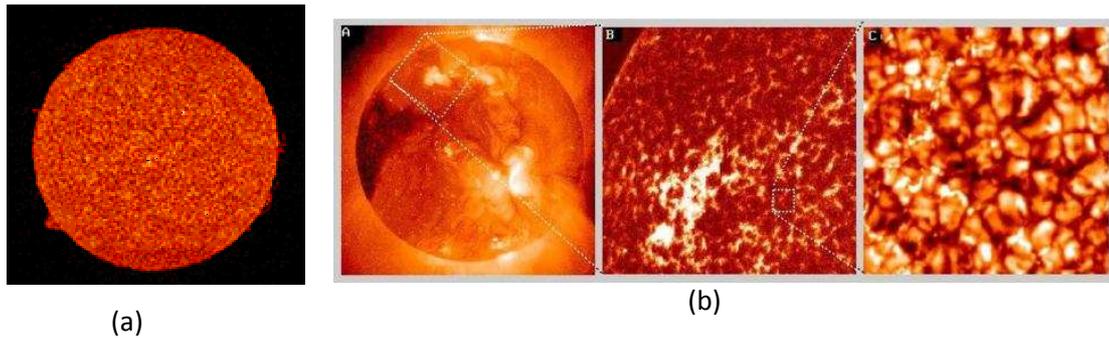
A zona convectiva inicia-se em 70% do raio solar onde a temperatura já está relativamente mais baixa e iniciando a formação de íons de Hidrogênio, Carbono, Oxigênio e Ferro. Esses íons começam a absorver a radiação vinda do núcleo e impossibilita o fluxo da radiação. Nesta região o plasma se torna instável e a energia passa a ser transportada por convecção. Esta camada se estende até a superfície do Sol [9].

- Fotosfera

O significado da palavra vem do grego e significa “esfera de luz” [9]. É a camada do Sol que conseguimos visualizar, e possui espessura aproximada de 330 Km e temperatura de 5.800 K. Ela possui uma aparência granulada em constante ebulição, como mostram as Figuras 2.7 a) e b). Essas granulações são chamados de grânulos e possuem em torno de 1.500 Km de diâmetro e duram cerca de 10 min cada um. São as marcas dos impulsos turbulentos que ocorrem na zona convectiva durante o transporte da energia e este fenômeno é conhecido como granulação fotosférica [10].

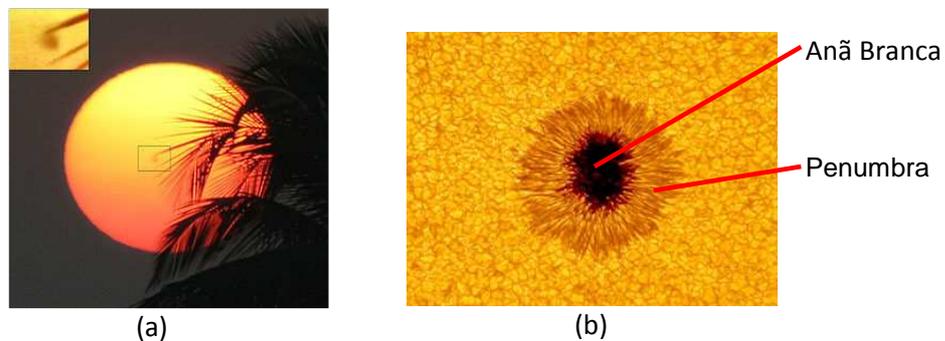
---

<sup>20</sup> Plasma é considerado o quarto estado da matéria. Semelhante ao gás, contém partículas ionizantes [58].



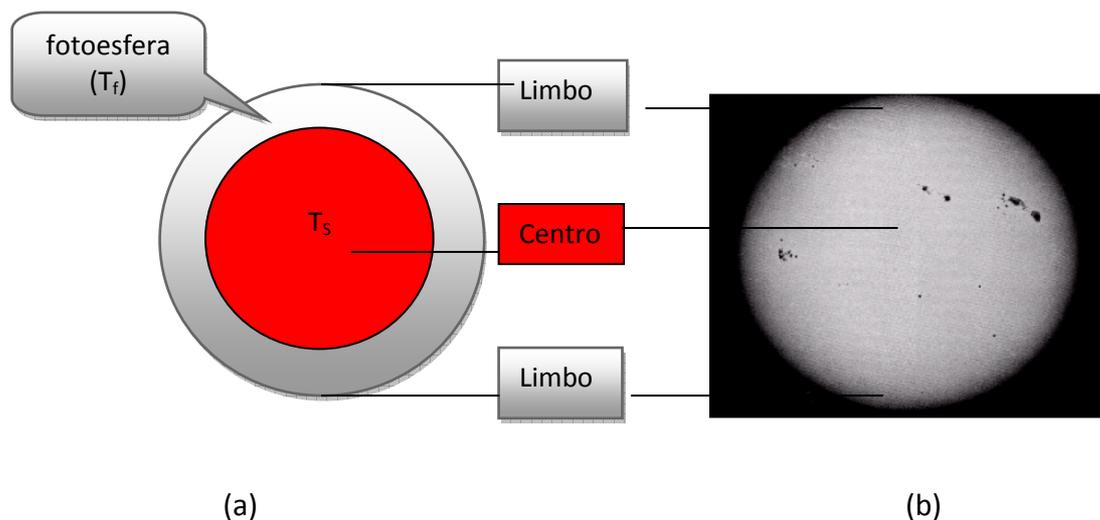
**Figura 2.7:** (a) Foto da fotosfera do Sol na linha de 584 Å do Hélio (HeI) tirada pelo satélite SOHO (The Solar and Heliospheric Observatory), da ESA/NASA – (b) a granulação do Sol em detalhe. Figuras extraídas da Referência [11].

Um outro fenômeno notável que ocorre na fotosfera é o efeito das manchas solares [59-61]. Elas são constituídas de duas partes, a umbra (parte central) e a penumbra, como pode ser visto na Figura 2.8 (b). A umbra é a região mais escura, possui temperatura em torno de 3.800 K e a penumbra é a região radial da umbra. As manchas solares normalmente aparecem em grupos e estão relacionadas ao campo magnético do Sol [10]. Esses grupos também são denominados de região ativa, onde ocorrem as explosões solares [9].



**Figura 2.8:** (a) Manchas Solares, e (b) em destaque: Umbra, a região mais escura do Sol e Penumbra a região radial da Umbra. Figuras extraídas das Referências [60] e [61] (adaptada).

A temperatura na fotosfera diminui com a altura, e isto é observado através do escurecimento na região da borda do Sol denominada de limbo (Figuras 2.9). Este escurecimento recebe o nome de opacidade. Esta camada possui a temperatura que vai de ~ 5.780 K na sua base até cerca de 4.200-4.400 K na sua parte mais elevada, próximo à base da cromosfera [60].

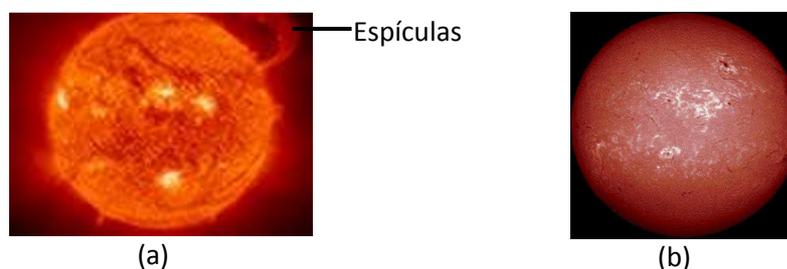


**Figura 2.9:** (a) Figura ilustrativa do obscurecimento do limbo – Adaptado da Referência [9]. (b) Imagem do Sol em luz branca, onde se observa o obscurecimento do limbo – Extraída da Referência [61].

- Cromosfera

A cromosfera que do grego significa “esfera de cor” [9], é localizada logo acima da fotosfera, como se fosse a “borda” do Sol, ela é constituída de gases quentes e normalmente não é visível devido a sua radiação ser muito fraca em relação à fotosfera [10], a temperatura nessa região varia de 10.000 K na base e aumenta para 20.000 K em apenas 10.000 Km [9].

A cromosfera pode ser visualizada durante um eclipse total do Sol ou utilizando um filtro  $H_{\alpha}$  que permite a passagem apenas da luz da cromosfera. A cromosfera possui uma aparência ondulatória devido a presença de estruturas chamadas espículas<sup>21</sup> (Figura 2.10 (a)) e cor avermelhada devida a intensa emissão do átomo de Hidrogênio na linha  $H_{\alpha}$  (Figura 2.10 (b)).



**Figura 2.10:** (a) Foto das espículas no Sol e (b) Foto tirada do Sol com um filtro  $H_{\alpha}$ . Figuras extraídas da Referência [62].

<sup>21</sup> Espículas são jatos de gás que chegam a ter até 10.000 Km de altura [9].

- Coroa

A coroa solar é a camada mais externa do Sol, é constituída por um plasma muito difuso e quente com temperaturas entre 2 e 4 milhões de Kelvin, assim como a cromosfera, a coroa solar só é observada durante um eclipse total do Sol [9, 10].

Visto como são as partes do Sol, o que é importante para esse trabalho, pois como veremos na seção 4.2, as estrelas de forma geral possuem a mesma composição, a título de completeza, vamos agora determinar a massa do Sol partindo da Terceira Lei de Kepler (equação 2.1).

O período orbital é dado por [10]:

$$T^2 = \frac{4\pi^2}{G(M+m)} r^3 \quad (2.1)$$

onde,  $m$  e  $M$  representam respectivamente, a massa de um planeta e de uma estrela ao redor da qual orbita,  $r$  é a distância média entre o planeta e a estrela, e  $G$  a constante gravitacional do sistema.

Como no sistema solar a massa do planeta é muito menor que a do Sol (a estrela), podemos desprezar  $m$  na equação (2.1), ficando com

$$T^2 \approx \frac{4\pi^2}{GM} r^3.$$

Considerando: a distância Terra- Sol,  $r_{T-S} = 150 \times 10^9 m$ , a constante gravitacional,  $G = 6,67 \times 10^{-11} Nm^2 / Kg^2$  e o período de rotação da Terra em torno do Sol,  $T = 365 dias = 31.536.000 s$ , a massa da Sol é dada por:

$$M_s \approx \frac{4\pi^2}{GT^2} r^3 \approx 2 \times 10^{30} Kg.$$

Fechamos esta sessão apresentando as principais características do Sol são [11]:

- Massa:  $1,989 \times 10^{30} Kg$ ;
- Raio:  $696 \times 10^3 Km$ ;
- Densidade média:  $1,409 \times 10^3 Kg/m^3$ ;
- Densidade Central:  $1,6 \times 10^5 Kg/m^3$ ;

- Distância da Terra:  $1,499 \times 10^8$  Km;
- Luminosidade:  $3,83 \times 10^{26}$  J/s
- Temperatura efetiva: 5.785 K;
- Temperatura central:  $1,0 \times 10^7$  K;
- Magnitude absoluta bolométrica: 4,72;
- Magnitude absoluta visual: 4,79;
- Tipo espectral e classe de luminosidade: G2 V
- Índices de cor:  $B - V = 0,62$  e  $U - B = 0,10$ ;
- Composição química principal: 92,1% de Hidrogênio, 7,8% de Hélio, 0,061% Oxigênio, 0,039% de Carbono, 0,0084% de Nitrogênio;
- Período de rotação no equador: 25 dias, na latitude  $60^\circ = 29$  dias.

Algumas destas características vamos ainda obter no desenvolver da monografia.

No próximo capítulo passaremos a descrever como são classificadas as estrelas.

# 3. Classificação das Estrelas

Neste capítulo, faremos primeiramente uma apresentação sobre como se calcula e como a temperatura está relacionada com a cor e o tipo espectral de uma dada estrela. Para isto será necessária uma breve revisão sobre radiação de corpo negro. Na seqüência trataremos de como é feita a classificação das estrelas, por tipo de espectro e por classes de luminosidade, e para sua compreensão também fazemos uma abordagem sobre o Diagrama H-R. O Capítulo 3 está organizado como apresentado no fluxograma da Figura 3.1.

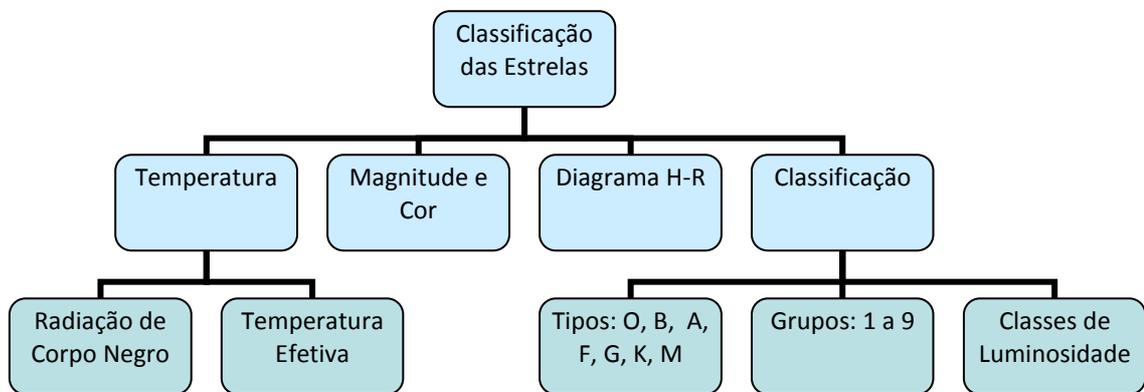


Figura 3.1: Estrutura Geral do Capítulo 3 – Adaptada da Referência [14].

## 3.1. Temperatura

A lei zero da termodinâmica relaciona o conceito de temperatura e equilíbrio termodinâmico. Na física estelar, o equilíbrio termodinâmico é uma aproximação, visto que podemos ter diversos tipos de temperaturas, como [54]:

- temperatura de brilho: relacionado ao fato de que intensidade da estrela em determinado comprimento de onda seja igual a constante de Planck;
- temperatura de cor: ajusta a distribuição de energia da estrela em uma determinada faixa espectral à distribuição de um corpo negro;
- temperatura de excitação: definida pela equação de Boltzmann;

- temperatura de ionização: definida pela equação de ionização de Saha<sup>22</sup>;
- temperatura efetiva: definida tal que o fluxo total da estrela seja o equivalente ao calculado pela função de Planck. Esta será a que apresentaremos neste trabalho visto que é o parâmetro básico para o estudo dos tipos espectrais e classes de luminosidade que veremos na seqüência.

Antes veremos sobre a radiação de corpo negro, que é um pré-requisito para compreensão dos itens seguintes.

### 3.1.1. Radiação de Corpo Negro

As estrelas são consideradas corpos negros, visto que elas emitem uma radiação de corpo negro. O conceito de temperatura está ligado a radiação emitida por um corpo, no caso a radiação emitida devido a temperatura é chamada de radiação térmica.

Em temperaturas normais a maioria dos corpos não é visível, pois a radiação que emitem não está na faixa visível do espectro, assim só podemos enxergá-los quando emitimos luz sobre ele e então conseguimos visualizar a radiação que eles refletem. Porém, quando este corpo é aquecido o suficiente começa a emitir luz própria, isto é, emitir mais radiação térmica.

A distribuição do espectro da radiação térmica de corpo negro é dada pela radiância espectral  $R_\nu(T)$ , que cresce rapidamente com o aumento da temperatura seguindo a *lei de Stefan* [64]

$$R(T) = \sigma T^4 \quad (3.1)$$

onde  $\sigma = 5,6697 \times 10^{-8} \frac{W}{m^2 K^4}$  é a constante de Stefan-Boltzmann.

A relação entre a temperatura (T) de um corpo e o pico da frequência ( $\nu$ ) que ele emite é dada pela *lei do deslocamento de Wien*

$$\nu_{\max} \propto T \quad (3.2)$$

---

<sup>22</sup> A ionização de Saha é o grau de ionização do plasma e é determinado pela "temperatura do elétron" relativa ao potencial de ionização [10, 52] e a equação da temperatura é determinada pela razão entre as intensidades das linhas do átomo e íon e densidade de elétron [63]. Megh Nad Saha, indiano, em 1921, utilizando a mecânica estatística derivou uma equação que relaciona o número de átomos por unidade de volume em um grau de ionização  $i+1$  em relação ao grau  $i$ , para um gás em equilíbrio termodinâmico local [10].

onde  $\nu_{\max}$  é a frequência na qual  $R_\nu(T)$  tem o seu valor máximo. Conforme a temperatura do corpo aumenta,  $\nu_{\max}$  também aumenta, como  $\lambda\nu = c$ , a *lei do deslocamento de Wien* também pode ser apresentada na forma

$$\lambda_{\max} T = C_{Wien} \quad . \quad (3.3)$$

O valor constante de Wien é dado por  $C_{Wien} = 2,8977685 \times 10^{-3} K m$ .

Ressaltando que uma estrela não é exatamente um corpo negro (mas o é em boa aproximação), porque as camadas externas de onde saem as radiações não estão em equilíbrio térmico, portanto para o fluxo na fotosfera das estrelas considera-se o parâmetro de temperatura efetiva, no lugar da temperatura [52]. E é o que veremos na próxima seção.

### 3.1.2. Temperatura Efetiva

A temperatura efetiva de um corpo está relacionada ao equilíbrio termodinâmico. Quando o equilíbrio térmico é atingido, as taxas de radiação absorvidas e emitidas são iguais, portanto, a distribuição de energia depende apenas da temperatura do corpo, que é dada pela Lei de Planck [10]

$$R_\lambda(T) d\lambda = -\frac{cE}{4\pi} dn_b(p) \quad (3.4)$$

sendo  $E$  a energia da partícula e  $dn_b(p)$  é a distribuição de Bose-Einstein do momento para um gás de bósons de spin  $s$ , dada por:

$$dn_b(p) = \frac{(2s+1)}{[e^{(E-\mu)/kT} - 1]} \frac{4\pi p^2}{h^3} dp \quad , \quad (3.5)$$

onde  $\mu$  é o potencial químico, que depende da densidade de partículas  $N$ .  $(2s+1)$  é o número de partículas possíveis com a mesma energia  $E$ , e  $h^{-3}$  vem do princípio de incerteza de Heisenberg. Assim, para um fóton (bóson de massa zero e spin 1), a energia é dada por:  $E = h\nu$ , o momento na forma  $p = \frac{h\nu}{c}$ , o comprimento de onda  $\lambda = \frac{c}{\nu}$  e o potencial químico  $\mu = 0$ , tal que:

$$R_\lambda(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/kT} - 1} \quad . \quad (3.6)$$

Que em termos da frequência ( $\nu$ ) fica escrita na forma<sup>23</sup>:

$$R_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (3.7)$$

sendo  $h$  a constante de Planck que vale  $6,63 \times 10^{-31} \text{ Js}$ ,  $c$  a velocidade da luz ( $c = 3 \times 10^8 \text{ m/s}$ ), e  $k$  a constante de Boltzmann ( $1,38 \times 10^{-23} \text{ J/K}$ ). Esta radiação não depende da direção de emissão e não é polarizada.

Como estamos lidando com estrelas, o equilíbrio termodinâmico é apenas uma aproximação, portanto, partindo da equação (3.7), podemos definir vários tipos de temperaturas, como citado anteriormente no início desta seção, que são: de brilho, de cor, de excitação, de ionização e a efetiva.

Para este trabalho daremos foco apenas na temperatura efetiva, que é definida pela equação (3.1). E esta está relacionada com a luminosidade da estrela pela equação (3.8) [10, 52, 54]

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{ef}^4, \quad (3.8)$$

nesta equação estamos supondo uma estrela esférica de raio  $R$ , e o fator  $4\pi R^2$  é referente a área da fotosfera.

Portanto, a temperatura efetiva de uma estrela é a temperatura de um corpo negro que emite a mesma quantidade de energia por unidade de área e por unidade de tempo que a estrela.

Dessa forma, sabendo o raio da estrela e a luminosidade, podemos estimar também a sua temperatura efetiva usando a equação (3.8).

Para o caso do Sol, cujo raio é dado por  $R_S = 6,96 \times 10^8 \text{ m}$  e a taxa de luminosidade por  $L_S = 3,83 \times 10^{26} \text{ J/s}$ , podemos calcular a temperatura efetiva como sendo aproximadamente  $T_{ef} = 5.800 \text{ K}$ .

É interessante verificar os reflexos quantitativos desta taxa de luminosidade em nosso Planeta. Para isso, iniciemos com a equação para o fluxo de energia que atinge a Terra por unidade de área e de tempo:

$$F_T = \frac{L_S}{4\pi r_{T-S}^2} = 1,362 \frac{\text{J}}{\text{s m}^2}. \quad (3.9)$$

<sup>23</sup> A frequência é dada por:  $\nu = \frac{c}{\lambda}$ , derivando em função do comprimento de onda  $\frac{d\nu}{d\lambda} = -\frac{c}{\lambda^2}$  e

$$R_\nu = -R_\lambda \frac{\lambda^2}{c}.$$

Podemos assim estimar a potência luminosa interceptada pela Terra,

$$P = \pi R_T^2 F_T = 1,75 \times 10^{17} \text{ J / s} \quad (3.10)$$

onde a secção reta é  $\pi R_T^2$  e  $R_T$  o raio da Terra cujo valor é em torno de  $6,4 \times 10^6 \text{ m}$ .

Levando em consideração o período de rotação da Terra, o fluxo médio de incidência é dado pela razão entre a potência interceptada pela Terra e a área total da Terra:

$$\bar{F}_T = 3,5 \times 10^{-3} \frac{\text{J}}{\text{m}^2 \text{ s}} \quad (3.11)$$

Em termos de absorção e reflexão desta luz incidente, a Terra absorve 61% e reflete 39%. É essa energia absorvida pela Terra que a aquece. Além disso, essa energia é irradiada como um corpo negro a uma taxa de  $\sigma T^4$  por unidade de área:

$$\sigma T^4 = 0,61 \bar{F}_T \quad (3.12)$$

Tal que a temperatura da Terra é de 249 K. Mas se levarmos em consideração o efeito estufa causado pelo gás carbônico e da água, a temperatura real é de 290K.

Vejamos agora como se analisam a Magnitude e a cor de uma estrela.

### 3.2. Magnitude e Cor

Os astrônomos antigos faziam seus estudos observando as estrelas a olho nu, de tal forma que a classificavam de acordo com seu brilho. Atribuindo assim 1 para as mais brilhantes e 6 para a menos brilhante. Esta escala de magnitude foi definida inicialmente por Hiparco e posteriormente por Ptolomeu [65].



**Figura 3.2:** Ilustração sobre as magnitudes das estrelas. Adaptada da Referência [66].

Atualmente este sistema de Magnitude ainda é muito utilizado na astronomia de forma quantitativa [10].

O brilho de uma estrela, hoje em dia, é medido usando fotomultiplicadores calibrados com uma fonte de luz padrão. Porém é mais fácil medir apenas o brilho relativo e para isto precisamos apenas de uma estrela padrão para comparar com todas as outras. Várias estrelas foram escolhidas como padrão e são chamadas de sequência do polo norte, a mais utilizada é Vega, também conhecida como *Lyrae* (estrela mais brilhante da constelação de Lyra).

A escala de magnitude inclui valores positivos para representar estrelas fracas e valores negativos para representar objetos muito brilhantes. Esta escala de Magnitude é determinada pela percepção dos nossos olhos que correspondem a um determinado fator para as intensidades, logo as escalas de magnitudes são escalas logarítmicas.

$$m \propto \log F \quad . \quad (3.13)$$

Descoberto por Norman Robert Pogson, em 1856. Pogson verificou ainda que o fluxo correspondente a uma estrela de primeira magnitude ( $m=1$ ) era 100 vezes mais brilhante do que uma de magnitude  $m=6$ .

$$m_1 - m_2 = K (\log F_1 - \log F_2) = K \log \left( \frac{F_1}{F_2} \right)$$

$$1 - 5 = K \log \left( \frac{F_1}{F_2} \right) \Rightarrow -5 = K \log \left( \frac{100}{1} \right)$$

portanto:  $K = -2,5$ .

Assim, a magnitude aparente de uma estrela é dada por<sup>24</sup>

$$m = -2,5 \log F + const. \quad (3.14)$$

onde  $F$  é o fluxo<sup>25</sup> de energia da estrela medida na Terra. A constante aqui acrescida define o ponto zero da escala. Como mencionado anteriormente a estrela Vega é uma das estrelas padrão, assim considera-se sua magnitude aparente como sendo  $m=0$ .

<sup>24</sup> A pupila do olho humano, adaptada no escuro, tem aproximadamente 7 mm. Enquanto que um telescópio com 7 cm (70 mm) de diâmetro, tem uma área 100 vezes maior, captando assim 100 vezes mais fótons do que o olho. Portanto este telescópio permite observar 5 magnitudes mais fracas do que o olho humano, ou até a magnitude igual a  $6+5=11$  [9].

<sup>25</sup> O fluxo de uma estrela observada na Terra leva em consideração o fluxo fora da atmosfera terrestre, o fator de transmissão da atmosfera e os filtros utilizados pelo equipamento medidor. O sistema de filtros mais utilizado é o UBV, onde  $U (\lambda = 350 \text{ nm})$ ,  $B (\lambda = 450 \text{ nm})$ ,  $V (\lambda = 550 \text{ nm})$ , neste sistema temos para o Sol os seguintes Fluxos:  $U_s = -25,9$ ;  $B_s = -26,1$ ;  $V_s = -26,5$  [65]. 35

Vejamos mais alguns valores de  $m$ : Sirius  $m=-1,42$ , a Lua cheia  $m=-12$ , o Sol  $m=-26,74$  [10]. Assim, vemos que o Sol é mais brilhante do que a Lua cheia, que por sua vez mais brilhante do que Sirius.

Para calcular a variação da magnitude de duas estrelas distintas ou de duas regiões do espectro de uma única estrela, podemos calcular esta variação usando a equação (3.14).

$$m_2 - m_1 = -2,5 \log \frac{F_2}{F_1} \quad . \quad (3.15)$$

Para que se possa comparar os brilhos intrínsecos de duas estrelas, deve-se utilizar uma medida de brilho que independa da sua distância até nós. Assim, define-se uma magnitude absoluta ( $M$ ) que é a magnitude teórica que a estrela deveria ter se estivesse a uma distância padrão de 10 pcs<sup>26</sup> de nós [10]:

$$M = -2,5 \log F(10) + \text{constante} \quad . \quad (3.16)$$

A diferença entre a magnitude aparente ( $m$ ) e a absoluta ( $M$ ) é dada por:

$$m - M = -2,5 [\log F(d) - \log F(10)]$$

$$m - M = -2,5 \log \frac{F(d)}{F(10)} \quad . \quad (3.17)$$

Mas,

$$\frac{F(d)}{F(10)} = \frac{\frac{F(R)4\pi R^2}{4\pi d^2}}{\frac{F(R)4\pi R^2}{4\pi(10)^2}} = \frac{(10)^2}{d^2} = \frac{100}{d^2} \quad , \quad (3.18)$$

onde  $R$  é o raio da estrela. Substituindo (3.18) em (3.17) temos que:

$$m - M = -2,5 \log \left( \frac{100}{d^2} \right) \quad ,$$

$$m - M = 5 \log d - 5 \quad . \quad (3.19)$$

Lembrando que  $d$  é a distância da estrela em parsecs.

Logo, a comparação entre a magnitude aparente (observada) e a magnitude absoluta é utilizada para determinar a distância das estrelas, e isto é feito através do módulo da distância, que é definido pela diferença  $m - M$  que

---

<sup>26</sup> Lembrando que 1 parsec (pc) é aproximadamente igual a  $3,08568 \times 10^{16}$  metros.

incluindo a absorção interestelar  $A^{27}$  em magnitudes é dada pela equação (3.21).

$$m - M = 5 \log d - 5 + A \quad . \quad (3.20)$$

A magnitude absoluta do Sol, que está a uma distância  $d = 4,85 \times 10^{-6} pc$ , considerando a banda V, é dada por  $M_V^{Sol} = 4,8$  .

Tratamos aqui a forma mais simples em relação ao cálculo das magnitudes, um estudo mais aprofundado em que se considera o conjunto: telescópio, filtro e detector, pode ser encontrado na referência [10], 2ª edição, pág. 152. Neste caso, chamado de sistema de magnitudes  $\Phi(\lambda)$  deve-se levar em conta a eficiência espectral do equipamento normalizada, que por sua vez depende do fluxo no comprimento de onda efetiva do filtro  $F(\lambda_0)$ , como mostra a equação (3.21) [10]:

$$F_{obs} = \int_0^{\infty} \Phi(\lambda) F(\lambda) d\lambda \approx F(\lambda_0) \int_0^{\infty} \Phi(\lambda) d\lambda \quad . \quad (3.21)$$

Temos ainda a chamada magnitude bolométrica. Esta é a magnitude correspondente ao fluxo em todos os comprimentos de onda. A luminosidade neste caso seria dada por:

$$L = 4\pi R^2 \int_0^{\infty} F_\nu d\nu = 4\pi R^2 F_{bolométrico} \quad . \quad (3.22)$$

Como a atmosfera impede a passagem de certos intervalos espectrais, essa magnitude é determinada a partir da magnitude visual

$$m_{bol.} = m_{visual} - \text{correção bolométrica} \quad . \quad (3.23)$$

Esta correção bolométrica tem valores próximos de zero para estrelas parecidas com o Sol, e valores maiores para estrelas mais frias ou mais quentes do que o Sol. Tomando o Sol como referência, este possui magnitude bolométrica igual a 4,72, logo a magnitude bolométrica absoluta é dada pela equação (3.24):

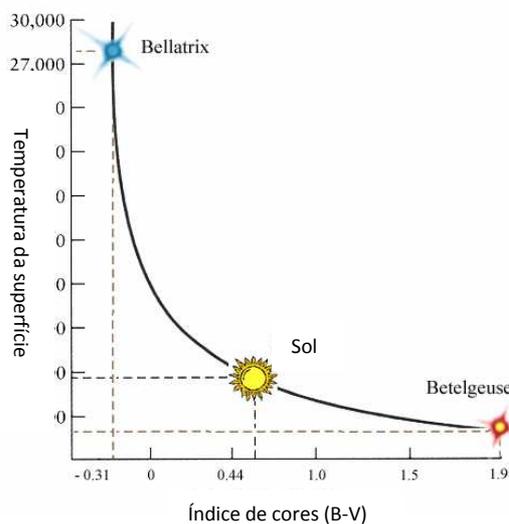
$$M_{bol.} = 4,72 - 2,5 \log \left( \frac{L}{L_S} \right) \quad . \quad (3.24)$$

---

<sup>27</sup> A absorção interestelar é uma absorção seletiva da luz emitida pela estrela pela poeira presente no meio interestelar [67]. Considerando a magnitude da banda V, a absorção para este filtro fica dada por  $A_V = R_V E(B-V)$ , onde  $E(B-V)$  é o excesso de cor e  $R_V \approx 3$  é a razão entre a extinção total e seletiva [54].

É necessário considerar o efeito da atmosfera da Terra e do material interestelar. No entanto, deixaremos de apresentar aqui por não ser o foco do trabalho, e pode ser visto, por exemplo, na referência [10], 2ª edição, pág. 155.

Os índices de cor são definidos em função das magnitudes observadas nas diferentes bandas espectrais, no sistema UBV, temos que os índices  $(U - B)$  é a subtração da magnitude B da magnitude U e,  $(B - V)$  é a subtração da magnitude V da magnitude B, e assim por diante. Esses índices variam de forma contínua e estão relacionadas com algumas propriedades físicas da estrela, como a temperatura (Figura 3.3) e a rotação. No caso do Sol temos  $(U - B)_s = 0,17$  e  $(B - V)_s = 0,68$  [54].



**Figura 3.3:** Gráfico ilustrativo da temperatura da superfície versus o índice de cores (B-V). Adaptada da Referência [67].

Na Figura 3.3, vemos que quanto maior a temperatura da superfície da estrela menor é o índice de cores (B-V). Assim a estrela Bellatrix, que possui uma temperatura maior tem uma magnitude (B-V) menor que a do Sol e menor do que a da estrela Betelgeuse.

As estrelas são classificadas em função de suas propriedades, como cor, temperatura superficial e características espectrais. Essa classificação utiliza o diagrama H-R, um gráfico que relaciona os parâmetros ligados a luminosidade e cor, para as diferentes categorias de estrelas, que passaremos ver na próxima seção.

### 3.3. O Diagrama H-R

Em 1905, Ejnar Hertzsprung descobriu que a largura das linhas espectrais estavam relacionadas com o brilho das estrelas. Usando como modelo estrelas com aproximadamente a mesma temperatura superficial, ele verificou que as estrelas mais luminosas eram aquelas que tinham linhas estreitas [10,68]. Como a luminosidade depende da temperatura e do raio da estrela, e que neste caso a temperatura é praticamente a mesma, fica claro que as diferenças nas linhas espectrais são causadas pela diferença no raio [68].

Paralelamente, Henry Norris Russell, utilizando dados diferentes, chegou a uma interpretação semelhante encontrando que a magnitude absoluta está relacionada com o tipo espectral. Em seu trabalho Russell chegou a confeccionar gráficos para os aglomerados das Pleiades e das Híades [68].

Os gráficos de distribuição que mostra a relação entre a magnitude absoluta ou luminosidade versus o tipo espectral, são chamados de Diagrama Hertzsprung-Russell, ou simplesmente, Diagrama H-R.

O Diagrama H-R (Figura 3.2) mostra claramente as diferentes regiões onde são encontrados os diferentes grupos de estrelas.

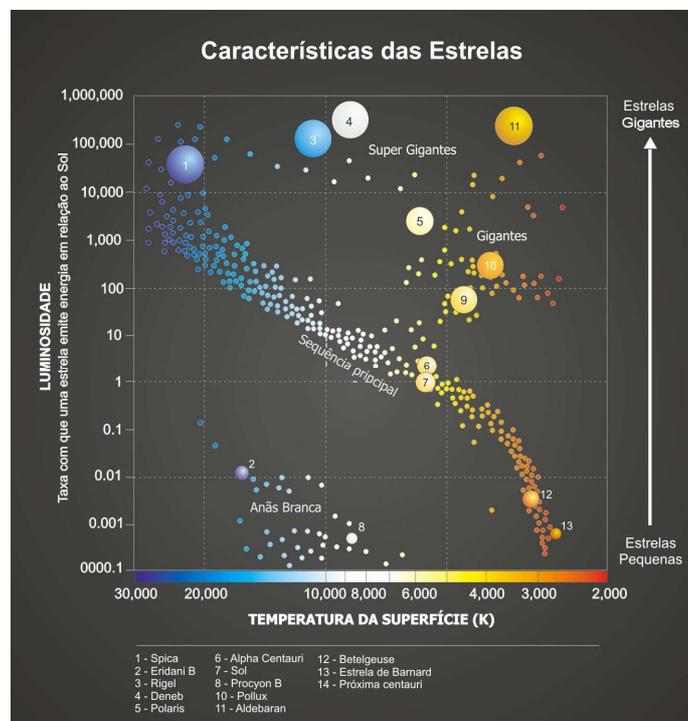


Figura 3.2: Diagrama H-R. Extraída da Referência [68].

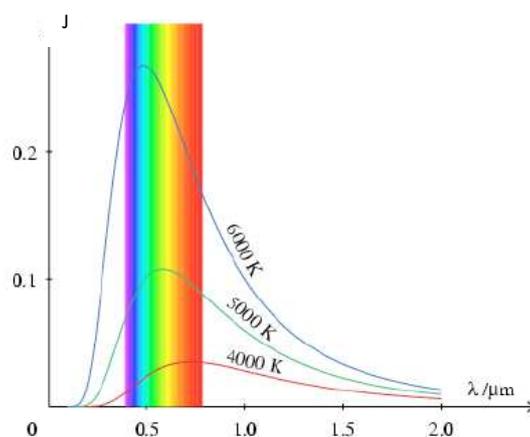
O Diagrama H-R também é muito útil no estudo de aglomerados, pois construindo um diagrama para cada aglomerado a ser estudado, consegue-se extrair informações importantes tais como a idade do aglomerado e se são ricos ou não em metais.

As primeiras classificações das estrelas foram baseadas nas intensidades das linhas do Hidrogênio. Utilizavam-se letras de A ao P para classificar o tipo espectral. Por volta de 1920, foi adotado um novo esquema, que estabelecia uma sequência em função da temperatura da estrela, algumas letras foram suprimidas e a ordem foi alterada, resultando em O, B, A, F, G, K, M (que serão vistas com mais detalhes na subseção 3.4.1). Nessa classificação, estrelas do tipo O, são chamadas de estrelas de primeiro tipo, as do tipo M, de tipos tardios. Cada tipo se divide em 10 grupos, de 0 a 9 [10,68].

### 3.4. Classificação das Estrelas

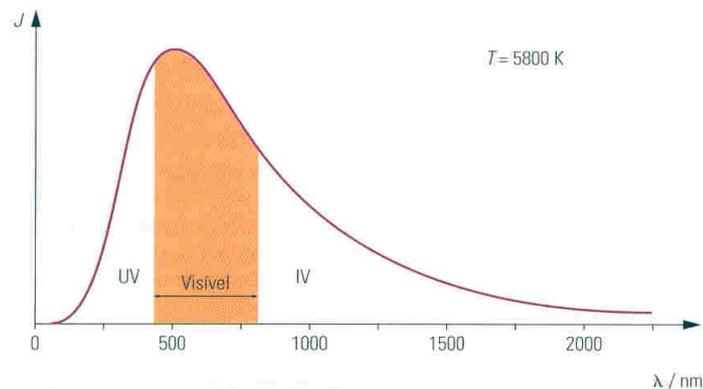
A classificação das estrelas pode ser feita através do espectro eletromagnético.

Segundo a Lei de Wien, equação 2.3, quanto maior a temperatura, mais energia será emitida por unidade de tempo (J) e por unidade de área do corpo. Na Figura 3.4 o cálculo destas energias podem ser efetuados através da área abaixo de cada curva, sendo que a máxima intensidade em cada uma das curvas ocorre com maiores comprimentos de onda quanto menor for a temperatura [69,70].



**Figura 3.4:** Variação do espectro da intensidade da radiação emitida por um corpo negro em diferentes temperaturas [69].

Nem todas as estrelas são iguais, algumas são menores e mais frias do que o Sol, outras são bem maiores e mais quentes. A luz emitida por uma estrela está relacionada com a sua temperatura, como por exemplo, a luz emitida pelo Sol (Figura 3.5) é em grande parte amarela, se fosse mais quente o comprimento das onda emitida seria predominantemente azul ou até mesmo ultravioleta. As estrelas mais frias emitem luz vermelha.



**Figura 3.5:** A cor amarela do Sol é o resultado de sua radiação visível e graças a isto é possível determinar a temperatura de uma estrela através de sua emissão espectral [70].

As estrelas pequenas, frias e vermelhas, são chamadas de **Anãs Vermelhas**. Em média eles possuem de 0,1 até 0,5 da massa do Sol e temperaturas inferiores a  $4.000^{\circ}\text{C}$ , são as estrelas mais comuns do Universo. Um exemplo desta estrela é a *Próxima Centauri*, a estrela mais próxima do Sol.

As estrelas semelhantes em massa ao Sol, com temperatura superficial entre 5.300 K e 6.000 K, são classificadas como **Anã Amarela**. Como outras estrelas da sequência principal, uma Anã Amarela está no processo de conversão de Hidrogênio para Hélio em seu núcleo pela fusão nuclear. O Sol é o exemplo mais conhecido.

Uma estrela **Anã Laranja** é uma estrela com massa entre 0,5 e 0,8 vezes a massa do Sol e temperatura superficial entre 3.900 K e 5.200 K. Um exemplo de Anã Amarela é a *Alfa Centauri B*.

Uma estrela que emite luz azul na sequência principal, é chamada de **Gigante Azul**, possui temperaturas superficiais em torno de  $25.000^{\circ}\text{C}$  e chegam a ter até 20 vezes a massa do Sol e até 10 mil vezes mais luminosidade. São estrelas raras, um exemplo é a estrela *Rigel*.

A massa de uma estrela determina como será sua vida e morte. Quanto maior a massa de uma estrela, maior é a sua temperatura e pressão,

portanto maior é a taxa de fusão, logo ela queima seu combustível rapidamente, e tem uma vida mais curta. Uma estrela gigante pode morrer em apenas 1 milhão de anos enquanto uma anã pode viver por bilhões ou até mesmo trilhões de anos.

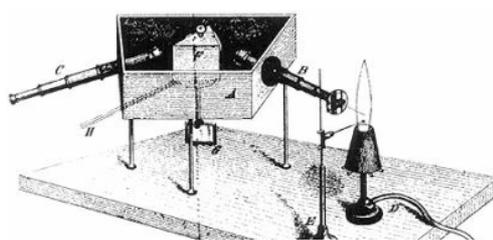
Há também um objeto estranho, que não é exatamente uma estrela, nem um planeta ou uma Lua, é chamada de **Anã Marrom**. Uma Anã Marrom é uma estrela que não deu certo, elas possuem temperaturas muito baixas, portanto emite pouquíssima luz, tem as mesmas componentes de uma estrela, mas não tem massa suficiente para sustentar a fusão, sem a fusão, elas começam a se comportar como planetas.

Vejamos na próxima subseção como as estrelas são classificadas por tipos.

### 3.4.1. Classificação por Tipos de Estrelas

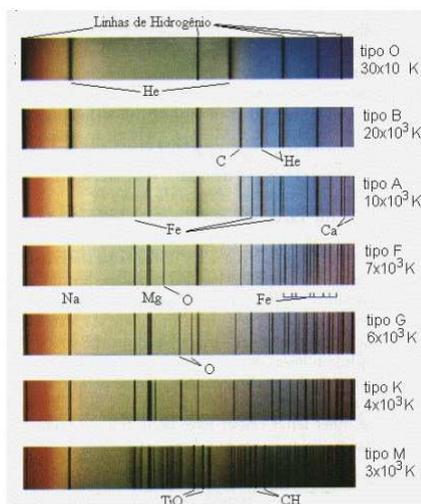
Um estudo mais completo sobre o espectro de uma estrela foi investigado por Willian Huggins no período de 1824-1910 e pelo Jesuita Angelo Secchi de 1818-1878, eles notaram que os espectros das estrelas não eram todos iguais. Em 1863, Secchi fez a primeira classificação dos espectros das estrelas de acordo com as linhas escuras do espectro. A classificação espectral usada atualmente foi desenvolvida no início do século XX pelo Observatório de Harvard, nos Estados Unidos [10, 67, 69,70].

Como já mencionado, (1856) na revisão histórica, tivemos também a participação de Robert Bunsen e Gustav Kirchhoff que mostraram que as riscas espectrais em estrelas, como por exemplo, a análise feita no Sol, eram causadas por elementos químicos. E foi possível concluir que estes espectros deveriam conter importantes informações sobre a composição química das estrelas [67]. O experimento proposto por Bunsen e Kirchhoff está ilustrado na Figura 3.6.



**Figura 3.6:** Figura ilustrativa do Espectroscópio Bunsen-Kirchhoff com bico de Bunsen, para análise da composição espectral de componentes químicos por um prisma. Figura 42 extraída da Referência [67].

A Figura 3.7 mostra os espectros observados em sete estrelas de diferentes temperaturas e como se classificam.



**Figura 3.7:** Espectros observados em sete estrelas de diferentes temperaturas. Figura extraída da Referência [71].

Vejamos sobre cada uma delas:

### 3.4.1a - Tipo O

São as estrelas mais quentes e muito luminosas, com temperatura superficial entre 28.000 K à 50.000 K, o comprimento de onda emitido está na faixa do azul e em maior parte do ultravioleta. Estas são as estrelas mais raras da sequência principal. São conhecidas como **Supergigante Azul**.

Por serem tão massivas, as estrelas de classe **O** têm núcleos muito quentes, queimando assim o seu combustível de hidrogênio muito rapidamente, portanto, são as primeiras a saírem da sequência principal.

Exemplos: *Zeta Orionis*<sup>28</sup> (Figura 3.8), *Zeta Puppis*, *Lambda Orionis*, *Delta Orionis*.

<sup>28</sup> A estrela zeta de orionis é uma estrela tripla (conhecida como as Três Marias) na constelação de Orion.



**Figura 3.8:** (a) Foto da estrela Zeta Orionis Aa, Ab, B, e no canto direito a Nebulosa da Chama, e (b) comparando o seu tamanho com a do Sol. A foto da Figura (a) dados observacionais (J2000). Figuras extraídas da Referência [72].

### 3.4.1b- Tipo B

São também muito luminosas, possuem temperaturas mais baixas que as do tipo O, a temperatura superficial varia de 10.000 K à 28.000 K e chegam a ter até 20 vezes a massa do Sol e até 10 mil vezes mais luminosidade, são também estrelas raras e são chamadas de **Gigante Azul**, um exemplo é a estrela *Rigel*<sup>29</sup>.

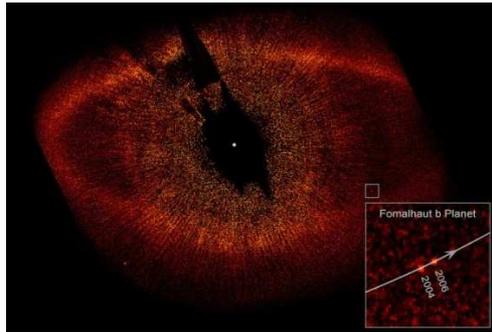
### 3.4.1c - Tipo A

As estrelas do tipo **A** estão entre as estrelas mais comuns vistas a olho nu, elas emitem luz branca e possuem linhas intensas de Hidrogênio e também linhas de metais ionizados, possui temperatura superficial entre 7.500 K à 10.000 K. Um exemplo de estrela do tipo A é a *Sirius A*.

### 3.4.1d - Tipo F

Estrelas do tipo F possuem temperatura superficial entre 6.000 K à 7.500 K. Seus espectros são caracterizados por linhas fracas de Hidrogênio e metais ionizados, sua cor é branca com uma pequena quantidade de amarelo, um exemplo é a *Fomalhaut* (Alpha Piscis Austrini, Alpha PsA,  $\alpha$  Piscis Austrini,  $\alpha$  PsA) (Figura 3.9) .

<sup>29</sup> **Rigel** (Rigel,  $\beta$  Ori,  $\beta$  Orionis, Beta Orionis) é a estrela mais brilhante da constelação de Oriente, e a sexta mais brilhante do céu, com magnitude aparente 0,12.



**Figura 3.9:** Foto de detritos em torno da estrela Fomalhaut. No detalhe mostrando a localização do planeta Fomalhaut b. Foto registrada pelo telescópio espacial Hubble/NASA. Figura extraída da Referência [73].

### **3.4.1 e - Tipo G**

Durante a sua evolução as estrelas Supergigantes frequentemente caminham das classes O e B (azul) para as classes K e M (vermelho). Enquanto fazem isto elas passam pela classe G mas não permanecem por muito tempo. O comprimento de onda emitido está na maior parte na faixa do amarelo. A temperatura superficial varia entre 5.000 K e 6.000 K. Um exemplo de estrela que se encontra nessa fase é o Sol.

### **3.4.1 f - Tipo K**

São estrelas alaranjadas e um pouco mais frias que o nosso Sol, com temperatura superficial entre 3.500 K à 5.000K. Algumas estrelas da classe K são gigantes e Supergigantes. Alguns exemplos são *Arcturus* e *Alpha Centauri B*.

### **3.4.1 g - Tipo M**

Estrelas do tipo M são as mais comuns. Todas as anãs vermelhas são desta classe e elas existem em abundância. Mais de 80% das estrelas da sequência principal são Anãs Vermelhas, a maioria das gigantes e super gigantes também fazem parte deste tipo espectral. A temperatura na superfície é entre 2.500 K à 3.500 K. Exemplos: *Proxima Centauri*, *Antares*, *Betelgeuse*, *Mira*.

Para lembrar a ordem dos tipos de temperaturas a referência [10] sugere

a frase mnemônica: *Oh! Be A Fine Girl, Kiss Me!* (Oh! Seja uma garota fina, beije-me. Embora na língua portuguesa não funcione).

Para classificar uma estrela, além do tipo, ainda é necessário saber o grupo a que pertence, que é o que veremos a seguir.

### 3.4.2 - Grupo das Estrelas [10]

Depois do tipo das estrelas, vem o grupo, de 0 a 9, por exemplo, o nosso Sol é classificado como uma estrela G2, que é um pouco mais fria do que uma estrela G1 e mais quente que uma estrela G3.

Conhecido o tipo de e o grupo da qual a estrela pertence, o Diagrama HR é utilizado também para a determinação de distâncias estelares.

Por exemplo, para uma estrela cujo espectro indique que está na seqüência principal e tem tipo espectral G2. A sua luminosidade obtida através do Diagrama H-R, será em torno de  $1 L_{\text{sol}}$  ( $M=+5$ ). Portanto conhecendo a magnitude aparente, sua distância, equação (3.25), pode ser conhecida a partir do seu módulo de distância (equação (3.19)):

$$(m - M) = -5 + 5 \log d$$

$$d = 10^{(m-M+5)/5} \quad . \quad (3.25)$$

Lembrando que  $(m-M)$  é o módulo da distância, e  $m$  a magnitude aparente,  $M$  magnitude absoluta, e  $d$  a distância em Parsecs.

O método acima é conhecido como o método das paralaxes espectroscópicas, pois permite obter a distância das estrelas considerando o seu tipo espectral e a sua classe de luminosidade.

Geralmente, termos somente a classe espectral não fornece a luminosidade da estrela de forma única. Por exemplo:

Uma estrela do tipo espectral G2 pode ter luminosidade:

- 1 L se for da seqüência principal;
- 10 L ( $M=0$ ) se for uma gigante;
- 100 L ( $M=-5$ ) se for uma supergigante.

Assim, é necessário conhecer também a classe de sua luminosidade, que é o que veremos na próxima subsecção.

### 3.4.3. Classificação por Luminosidade [10,71]

A classificação espectral de Harvard só leva em consideração a temperatura das estrelas, porém, considerando a luminosidade de uma estrela que é definida por (Equação 3.8):

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{ef}^4 .$$

Observa-se que para uma mesma temperatura  $T$ , duas estrelas podem ter luminosidades diferentes, ou seja, a luminosidade de uma estrela A que possui a mesma temperatura de uma estrela B pode ser maior se o seu raio  $R$  for maior.

Em 1943 William W. Morgan, Phillip C. Keenan e Edith Kellman do Observatório de Yerkes, apresentaram uma nova classificação, conhecida como classificação de luminosidade.

Esta classificação também é baseada na sensibilidade das linhas espectrais em relação à temperatura e gravidade da superfície estelar, que está relacionada com a luminosidade.

O raio de uma estrela gigante é muito maior do que o raio de uma estrela anã, enquanto que as suas massas são aproximadamente comparáveis. Assim, a gravidade e a densidade do gás e da pressão sobre a superfície de uma estrela gigante são muito mais baixas do que para uma estrela anã. Estas diferenças se manifestam sob a forma de *efeitos de luminosidade* que afetam tanto a largura quanto a intensidade das linhas espectrais que podem então ser medidas.

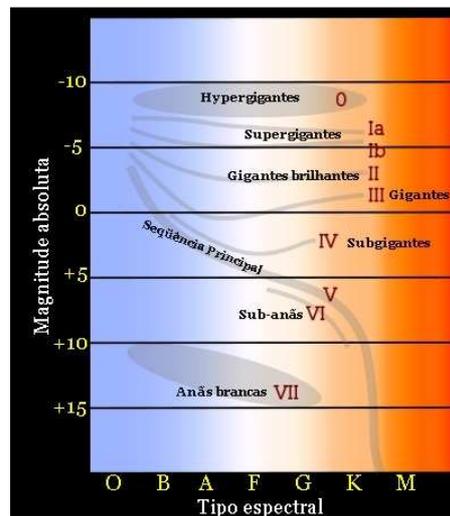
Como a luminosidade depende de  $T^4$ , cada fator de 10 na temperatura<sup>30</sup> resulta em 10.000 na luminosidade, e em consequência a parte substancial das diferenças de luminosidade entre as estrelas é devida à diferença de temperatura entre elas, e o restante de  $10^6$  no intervalo de luminosidade é

---

<sup>30</sup> As estrelas normais possuem temperaturas variando entre 3.000 (0,5 vezes a temperatura da Terra) e 30.000 K (5 vezes a temperatura da Terra), e luminosidades variando entre  $10^{-4}$  a  $10^{+6}$  da luminosidade do Sol ( $L_S$ ).

referente às diferenças em raios das estrelas. Estima-se que esse valor abrange um intervalo de valores aproximadamente entre  $10^{-2} R_{sol}$  e  $10^{+3} R_{sol}$  [9].

Um diagrama H-R que relaciona os tipos espectrais e a classificação de luminosidade é apresentado na Figura 3.9. Neste diagrama, o raio aumenta do canto inferior esquerdo para o canto superior direito [11, 74].



**Figura 3.10:** Diagrama H-R - Tipos espectrais. Figura extraída da Referência [74].

Assim, no diagrama da Figura 3.10 podemos observar que:

- **O:** Hipergigantes
- **I:** Supergigantes
  - **Ia-0:** Supergigantes extremamente luminosos. Exemplo: Eta-Carinae.
  - **Ia:** Supergigantes luminosos, Exemplo: Deneb (A2ia)
  - **Iab:** Supergigantes de luminosidade intermediária. Exemplo: Betelgeuse (M2Iab)
  - **Ib:** Supergigantes pouco luminosas
- **II** brilhante gigantes;
  - **Ila:** Exemplo:  $\beta$  Scuti (G4 Ila)
  - **Ilab:** Exemplo: HR 8752 (G0Iab :)
  - **Ilb:** Exemplo: HR 6902 (G9 IIb)

- **III:** Gigantes;
  - **IIIa:** Exemplo:  $\rho$  Persei (M4 IIIa)
  - **IIIab:** Exemplo: Reticuli  $\delta$  (M2 IIIab)
  - **IIIb:** Exemplo: Pollux (K2 IIIb)
  
- **IV:** Subgigantes
  - **IVa:** Exemplo:  $\epsilon$  Reticuli (K1-2 IV-III)
  - **IVab**
  - **IVb:** Exemplo: HR 672 A (G0.5 IVb)
  
- **V :** Estrelas na Sequência principal (anãs)
  - **Va:** Exemplo: AD Leonis (M4Vae)
  - **Vab**
  - **Vb:** Exemplo: 85 Pegasi A (G5 Vb)
  - **Vz:** Exemplo: LH10: 3102 (O7 Vz), localizada na Grande Nuvem de Magalhães .
  
- **VI:** Sub-Anãs, são geralmente representados com uma prescrição de sd ou esd em frente dos espectros. Exemplo: SSSPM J1930-4311 (sdM7) e APMPM J0559-2903 (esdM7)
- **vii:** Anãs Brancas: são representadas com um WD (do inglês: White Dwarfs – Anãs Brancas).

As estrelas mais luminosas da seqüência principal são também aquelas mais massivas. Estas se localizam no canto superior esquerdo do Diagrama H-R e possuem tipo espectral O ou B. Um exemplo são as estrelas azuis, com massas em torno de 100 massas solares. Cujas magnitudes absolutas são em torno de -6 a -8 e em alguns casos raros chega até -10 que é  $10^{+6}$  a luminosidade do Sol. Um exemplo de estrela é a Rigel que é 62.000 vezes mais luminosa do que o Sol. As Gigantes como a Aldebaran e Capela e Supergigantes como Betelgeuse e Antares, estão no canto direito do Diagrama H-R. Estas estrelas chegam a ser milhares de vezes mais luminosas que o Sol

com tamanhos muito maiores que o Sol. As Super Gigantes Vermelhas que possuem luminosidades e tamanhos extremos, em contrapartida, as densidades são extremamente pequenas. Por exemplo, quando uma estrela possui um volume de 64 milhões de vezes o volume do Sol e uma massa em torno de 50 vezes a massa do Sol (assumindo que sua massa é 10 vezes a massa do Sol) a densidade média é  $10^{-7}$  vezes a densidade média do Sol (aproximadamente  $1,4 \times 10^{-7}$  a densidade da água). E as estrelas de baixa luminosidade ocupam a faixa inferior da seqüência principal do Diagrama H-R. Um exemplo mais comum são as Anãs Vermelhas que são estrelas vermelhas ditas frias e de baixa luminosidade. Já as Anãs Brancas ocupam a margem inferior esquerda do Diagrama HR.

A classe de luminosidade de uma estrela pode também ser conhecida através de seu espectro. O fato da largura das linhas espectrais dependerem fortemente da gravidade superficial permite esta análise, visto que a gravidade está diretamente relacionada à luminosidade. Temos que a aceleração gravitacional ( $g$ ) é muito menor para uma estrela gigante do que para uma estrela anã, pois a gravidade depende do raio ao quadrado das estrelas, que é muito maior no caso das gigantes, como mostra a relação [10]:

$$g = \frac{GM}{R^2} \quad (3.27)$$

A equação (3.27) depende também da massa, mas esta não influencia, visto que são similares para as estrelas anãs e gigantes, na seqüência principal.

Assim, quanto menor é a gravidade superficial, menor a pressão, logo, menor a velocidade de colisão na atmosfera. Tal que menor será o efeito Doppler e por fim obtêm-se linhas espectrais mais estreitas.

Vamos agora ver como se estima a idade de uma estrela.

## 4. Estimativa da Idade de uma Estrela

A idade de uma estrela é um dado essencial no estudo do Universo em geral, ela geralmente fornece o cronômetro que permite o estudo da evolução temporal de fenômenos astronômicos.

A técnica de maior sucesso para avaliar a idade de uma estrela é o método de *isochrone*<sup>31</sup> (inventado por Sandage, 1962; nomeado e desenvolvido substancialmente por Demarque e Larson, 1964). O método é baseado na mudança constante da morfologia, cor e magnitude de um conjunto de estrelas, em resposta ao consumo e diminuição do seu combustível nuclear [36].

A técnica *isochrone*, transforma um conjunto de estrelas em um relógio notável que proporciona a idade do sistema. No entanto, um grande número de estrelas, incluindo o nosso próprio Sol e a maioria das estrelas mais próximas a Terra, não são identificáveis em grupos e passam à vida isolada, são as conhecidas como estrelas de campo. Para essas estrelas, a técnica *isochrone* não é apropriada, porque a estrela passa a maior parte de sua vida queimando constantemente Hidrogênio na sequência principal, onde a sua luminosidade e temperatura, que são os indicadores primários de idade da técnica *isochrone*, são quase constantes [36].

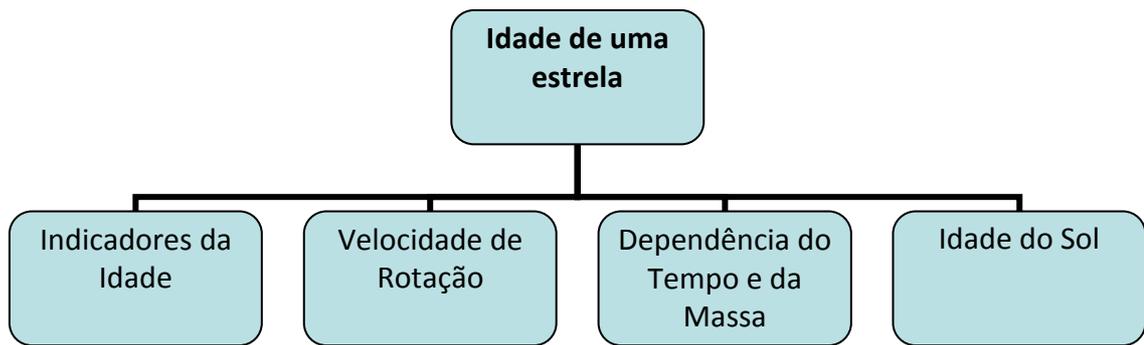
A nova metodologia que visa medir a idade das estrelas é chamada de *Gyrochronology* [76], ou em português, Girocronologia, o estudo baseia-se essencialmente na relação entre a duração da vida de uma estrela e da velocidade de rotação. A velocidade de rotação pode ser medida a partir do espectro da estrela, ou observando o deslocamento de características distintas em sua superfície.

Este método permite a derivação de uma idade muito precisa. O período é normalmente determinado a partir de séries de medições de modulação local relacionada a fotometria de luz das estrelas.

Este capítulo está estruturado da seguinte forma (Figura 4.1 ):

---

<sup>31</sup> Isócrona – Linhas no Diagrama HR ocupado por estrelas de diferentes massas com mesma idade [75].



**Figura 4.1:** Estrutura de apresentação do Capítulo 4. Adaptada da referência [14].

## 4.1. Construção dos Indicadores de Idade [76]

Os principais passos que descrevem o processo de construção de qualquer indicador de idade são:

1. Encontrar um observável,  $v$ , que mude de forma sensível com a idade.
2. Determinar a idade dos objetos de calibração de forma independente.
3. Medir a forma funcional da variável:  $v = v(t, w, x, \dots)$ , onde  $t$  é a idade, e  $w, x, \dots$ , são possíveis dependências adicionais da variável  $v$ . É preferível ter menos variáveis e que sejam separáveis, ou seja,  $v = T(t) W(w) X(x) \dots$ .
4. Inverter de forma funcional para obter  $t = t(v, w, x, \dots)$ . Normalmente é uma função não-linear, e às vezes possuem dobras indesejáveis.
5. Calcular o desvio  $\delta t = \delta t(t, v, w, x, \dots)$ .

As considerações anteriores sugerem que as seguintes características são desejáveis para os indicadores de idade estelares:

1. Mensurabilidade de estrelas individuais - o indicador deve ser adequadamente definido, facilmente mensurável, e de preferência, não deve exigir muitas quantidades adicionais a serem medidas.
2. Sensibilidade à Idade - o indicador deve ter uma dependência sensível da idade, ou seja, deve alterar substancialmente (e de preferência regularmente) com a idade.

3. Insensibilidade a outros parâmetros - o indicador deve ser insensível (ou pelo menos separável) a dependências em outros parâmetros que afetam a medida.

4. Calibração - a técnica deve ser calibrável usando um objeto (ou conjunto de objetos) cuja idade é conhecida.

5. Invertibilidade<sup>32</sup> - A dependência funcional determinada acima devem ser adequadamente invertível para produzir a idade como uma função das grandezas de medição.

6. Análise de erros - os erros sobre a idade derivada utilizando a técnica deve ser calculável.

7. Teste de estrelas contemporâneas - a técnica deve render as mesmas idades de estrelas que esperamos serem contemporâneas, caso contrário, a validade da técnica em si deve ser questionada.

Vários indicadores de idade foram desenvolvidos ao longo das últimas décadas. A mais conhecida é a emissão cromosférica (Wilson, 1963) e a rotação estelar (Skumanich, 1972), mas outros também têm sido ocasionalmente sugeridos e utilizados em vários contextos, mas foram considerados relógios menos confiáveis do que a técnica *isochrone*.

Além de ser independente da distância da estrela, a rotação estelar é conhecida por alterar sistematicamente mesmo estando na sequência principal, onde a técnica *isochrone* está em seu ponto mais fraco. Portanto na próxima seção abordaremos o cálculo da velocidade de rotação estelar.

## 4.2. Cálculo da Velocidade de Rotação

O estudo da relação entre a rotação de uma estrela e sua idade é um assunto muito importante para a astrofísica. A idade de uma estrela é um parâmetro muito difícil de medir com precisão, a técnica da girocronologia<sup>33</sup> é a

---

<sup>32</sup> Curiosidade: Invertibilidade ou Inversibilidade – palavra derivada de verbos que se formaram a partir de *verter*, aparecem alternadamente os alomorfes */vert/* e */vers/* — como já ocorria no Latim. Os dicionários atuais registram *conversível* e *convertível*, *reversível* e *revertível*, no entanto, só trazem *invertível*.

<sup>33</sup> é um método para estimar a idade de uma estrela de baixa massa como o Sol através de seu período de rotação.

mais precisa quando estamos lidando com estrelas de campo, assim como o Sol. Este método foi proposto por Sydney Barnes em 2003 [76].

A rotação de uma estrela é um parâmetro que descreve uma variedade de problemas na astrofísica estelar, além de influenciar a evolução das estrelas, também nos fornece informações importantes sobre o magnetismo, interações de maré gravitacional em estrelas binárias e transferência de momento angular ou desaceleração em relação a planetas [77].

Para melhor compreender a rotação estelar precisamos conhecer a estrutura das estrelas. Como pode ser visto na Figura 4.2, uma estrela é composta pelo núcleo, depois vem a zona radiativa, zona Conectiva, fotosfera, cromosfera, zona de transição e a Coroa. Estes itens já foram apresentados no Capítulo 2, secção 2.1, quando apresentou-se a constituição do Sol.



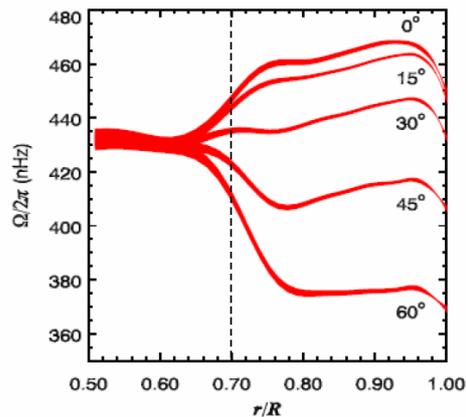
**Figura 4.2:** Ilustração da Estrutura de uma Estrela. Extraída da Referência [78].

Temos duas regiões que são de grande importância para o estudo da rotação, a zona radiativa, onde o gás que ela envolve se movimenta lentamente e a energia do núcleo é conduzida para fora pelo processo radioativo, e a zona conectiva, que é uma região turbulenta onde a condução da energia é feita por meio de correntes de calor que são carregados pelo plasma [78].

A rotação estelar não afeta apenas a atmosfera da estrela, afeta também seu interior causando o efeito conhecido como rotação diferencial. A zona conectiva, que envolve o plasma segue a rotação diferencial, e a zona radiativa, que é a parte mais interna da estrela, segue aproximadamente

a rotação de um corpo rígido. Entre estas duas regiões temos uma camada denominada de *tachocline*<sup>34</sup>, onde a velocidade do plasma sofre mudanças bruscas, gerando o campo magnético estelar através de um processo de dínamo [77].

Vejam essas informações, no Sol. A Figura 4.3 é uma representação da frequência angular em função do raio do nosso Sol, onde  $r$  é o raio interno do Sol e  $R$  é o seu raio total.



**Figura 4.3:** Gráfico da frequência angular em função da razão do raio interno ( $r$ ) e do raio total ( $R$ ) do Sol. Figura extraída da Referência [77].

Na Figura 4.3, mostra que a velocidade de rotação uniforme no interior do Sol é lenta quando comparados com a superfície da região equatorial. Mostrando os resultados das medidas de rotação do Plasma em diferentes latitudes. Vemos que acima de aproximadamente 0,7 do raio solar, indicada com a linha pontilhada, as curvas de rotação de regiões diferentes latitudes divergem uma da outra. Portanto, de 0,67 a 1 raio solar (camada convectiva), as regiões próximas ao equador, latitude zero, possuem velocidades maiores do que as regiões com latitudes mais altas, e as velocidades diminuem conforme se aproxima dos polos. Enquanto que nas regiões menores do que 0,7 do raio do Sol, as curvas se igualam, informando que o plasma nesta região possuem a mesma velocidade de rotação em qualquer latitude. Esta transição brusca na velocidade de rotação (no equador o gás gira mais rápido e no interior de forma mais uniforme) entre estas regiões possui uma fina camada, logo abaixo da camada convectiva, o que se chama de *tachocline* (tacoclina

<sup>34</sup> Este nome foi dado em analogia ao termo *oceanic thermocline*, por Edward Spiegel and Jean-Paul Zahn [78].

[9]), onde acredita-se que funciona o dínamo solar, responsável pelo campo magnético do Sol [9].

Vários estudos mostram que a relação entre a rotação e idade de uma estrela segue uma lei de potência do tipo

$$\langle v_{rot} \rangle \propto t^\alpha . \quad (4.1)$$

A forma mais consistente com os dados observacionais é dada por

$$\langle v_{sen i} \rangle = a_i + b_i t^\alpha \quad (4.2)$$

onde  $i$  é o ângulo de inclinação do eixo de rotação da estrela em relação ao seu eixo que estamos olhando [77].

Na década de 1960, vários estudos foram feitos com a relação de Skumanich, relacionando as velocidades médias de superfície de rotação,  $v_{sen i}$ , de estrelas em um número de aglomerados abertos para suas idades,

através da expressão:  $\overline{v_{sen i}} \propto \frac{1}{\sqrt{t}}$ . Skumanich, no entanto, não especificou a

dependência da massa na rotação. Há também um problema de medição de estrelas individuais, o uso da expressão  $v_{sen i}$ , como os ângulos de inclinação são geralmente desconhecidos, pode-se esperar grandes erros na determinação da idade [76].

Na próxima secção abordaremos a dependência do tempo e da massa.

### 4.3. Dependência do Tempo e da Massa [76]

Utilizando o período de rotação das estrelas Mt. Wilson, Barnes (2001) mostrou que a dependência da idade de rotação para estas estrelas é do tipo de Skumanich, onde o período de rotação é proporcional a raiz quadrada do tempo, ( $P \propto \sqrt{t}$ ), e, além disso, mostrou que a dependência da massa de rotação para estas estrelas é semelhante ao observado no aglomerado aberto de Hyades. Barnes (2003) escreveu esta dependência da massa,  $f$ , como uma função da cor  $(B-V)$ , ou seja,  $f(B-V)$ , esta função,  $f$ , está intimamente relacionada com o momento de inércia,  $I$ .

Se as dependências da massa e da idade forem realmente separáveis, ficamos com a forma  $P(t, M) = g(t)f(M)$  , Por conveniência, vamos usar  $f(B - V)$  em vez de  $f(M)$  . A função  $f$  , pode ser ajustada para

$$f(B - V) = a(B - V - c)^b, \quad (4.3)$$

onde  $a = 0,773 \pm 0,011$  ;  $b = 0,601 \pm 0,024$  .

O termo translacional,  $c$  , foi simplesmente igualado a 0,4 em Barnes (2007) [76]. Tendo especificado  $f(B - V)$  precisamos analisar  $g(t)$  . É mais sensato buscar uma dependência em lei de potência:  $g(t) = t^n$  . Isso nos permite calibrar o método usando a dependência da massa, que nos dá o período de rotação solar. Esta calibração é dada por  $n = 0,519 \pm 0,007$  . Assim, a idade de uma estrela (em Myr, do inglês: *Mega Years*, Mega anos) é simplesmente dada por  $P = f(B - V)G(t)$  , explicitando:

$$\log(t_{gyro}) = \frac{1}{n[\log P - \log a - b \log(B - V - c)]} . \quad (4.4)$$

Com um erro de 15%, o que embora pareça muito, já é um avanço gigantesco dado os erros entre 50% e 100% dos métodos anteriores.

Porém este método em nada acrescenta ao conhecimento da idade do Sol, pois ele é baseado em parâmetros conhecidos do Sol, tal como sua idade (4,6 bilhões de anos).

A velocidade de rotação de uma estrela também está relacionada com a sua temperatura. Em geral as estrelas mais quentes possuem maior velocidade de rotação, ou seja, ela varia com o espectro. Por exemplo, as velocidades médias de rotação variam de  $\bar{v}_{rot} \cong 100 \text{ a } 250 \text{ Km/s}$  para estrelas do tipo O. O Sol, que é uma estrela do tipo G, possui uma velocidade aproximada de  $\bar{v}_{rot} \cong 2 \text{ Km/s}$  , e estrelas mais tardias (velhas) como as do tipo K e M, possuem velocidades ainda menores [54].

Vejamos agora como se pode obter a idade do Sol.

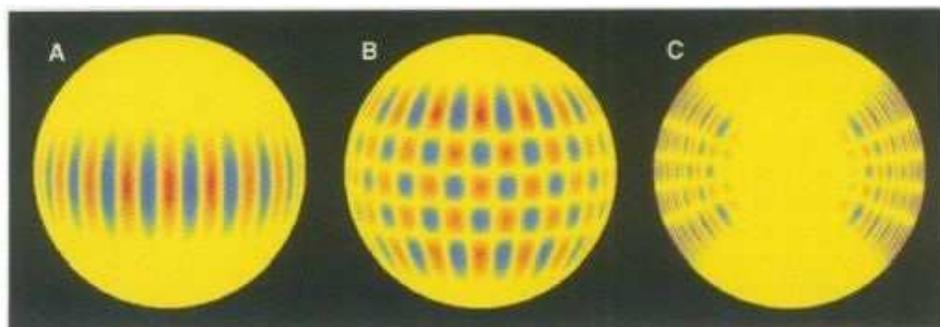
## 4.4. Idade do Sol

Atualmente os meios de se estimar a idade do Sol é através do decaimento radioativo de elementos como o Potássio e Urano

encontrados em rochas e meteoritos que surgiram com o nascimento do sistema solar. E, através do diagrama H-R para estrelas com idades, luminosidades e temperaturas parecidas. Porém nenhum destes consegue a precisão desejada.

Uma outra forma é utilizar o auxílio computacional, através dos modelos de fusão do Sol, onde obtêm-se o brilho compatível comparado com os dados observacionais. Somado a este modelo utilizam-se os que indicam a taxa de Hélio por Hidrogênio em função do raio, e esta taxa pode ser obtida através da Heliosismologia<sup>35</sup>. Este é um fenômeno em que a superfície do Sol provoca o efeito Doppler de transição, assim parte das linhas do espectro possui uma direção e parte possui direção contrária, como ilustrada na Figura 4.4. Nesta figura vemos que, as velocidades solares dos modos solares estão representadas pela cor vermelha (regiões de contração do Sol) e as componentes da linha de visão da velocidade em azul (regiões que se expandem ou que se aproximam do observador), que são normalmente radiais.

Estas medidas das velocidades radiais são conhecidas de velocidade Doppler de modos estelares ( $l, m, n$ ). A Figura 4.4 (A) mostra os modos de grau  $l=20$  para o modo sectorial com  $m=16$ . E em 4.4 (B) para um modo tesserial com  $m=16$ , e por fim em 4.4 (C) o último modo da ordem de  $m=14$ , em que mostra um corte do plano meridional. A autofunção da perturbação da densidade é dimensionada para acentuar a amplitude no interior mais fundo da estrela, pois caso contrário não seria visível [8].

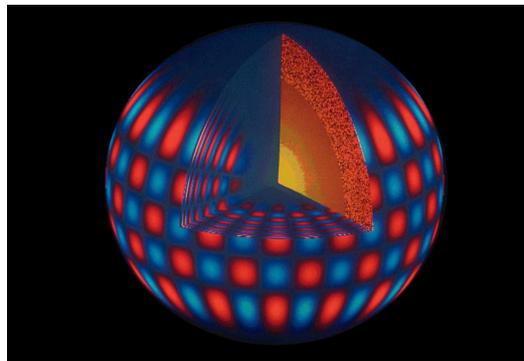


**Figura 4.4:** Ilustração da Heliosismologia. Imagem gerada por computador de um padrão de oscilação acústica de modo-p no interior e na superfície do Sol ( $l=20, m=16, n=14$ ). Figura extraída da Referência [9].

<sup>35</sup> é o estudo da propagação de ondas de pressão no Sol.

As ondas de pressão solares são geradas pela turbulência na zona de convecção, próxima da superfície do Sol, e para determinadas frequências são amplificadas por interferência construtiva. Isso ocorre porque quando a turbulência entra em contato com o Sol, as ondas acústicas são transmitidas à fotosfera exterior, que é exatamente onde se gera a luz emitida pelo Sol. Essas oscilações acústicas podem ser detectadas por séries temporais de imagens solares, porém são melhores observadas quando medidas das linhas de emissão da fotosfera, através do efeito Doppler.

Observando as cores na Figura 4.5, mais nítidas do que na Figura 4.4, vemos que a medida que se aproxima do centro do Sol, as ondas acústicas aumentam de velocidade, com correspondente aumento do comprimento de onda acústico. Através destes dados a Heliosismologia (ondulação interna e



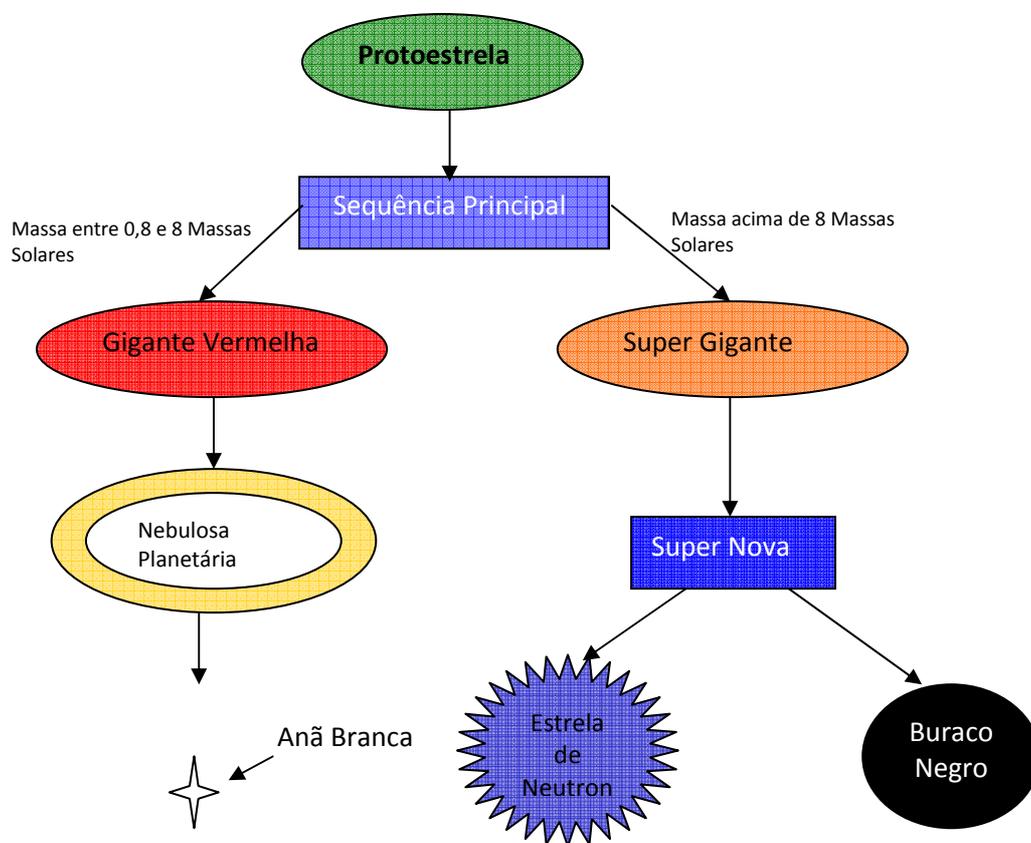
**Figura 4.5:** Representação da Heliosismologia. Figura extraída da Referência [62].

sua análise espectral) proporciona uma relação precisa da taxa de He/H e a estrutura interna do Sol, obtêm-se a estimativa da idade do Sol, obtida em 1999, Dziembowski e coautores [80], utilizando este método, estimaram que a idade do Sol foi calculada como sendo  $(4,66 \pm 0,11)$  bilhões de anos.

Seguindo a estrutura geral do trabalho, Figura 1, vamos agora ver como as estrelas morrem.

## 5. A Morte das Estrelas

Quando acaba o combustível de uma estrela, ela não consegue mais sustentar a força gravitacional. Logo, as estrelas massivas saem de cena em explosões violentas, e as pequenas estão fadadas a desaparecer vagarosamente. Uma estrela pode morrer de três formas (Figura 5.1): tornando-se uma Anã Branca, Estrela de Nêutron ou virando um Buraco Negro.



**Figura 5.1** – Figura esquemática indicando as três formas que uma estrela pode morrer. Adaptada da Referência [62].

Como o tema deste trabalho é o futuro do Sol, então primeiramente vamos obter qual o tempo de Vida do Sol, e depois apresentar o que ocorre

com cada um dos 3 tipos de morte das estrelas. A seqüência da apresentação deste capítulo está na Figura 5.2.

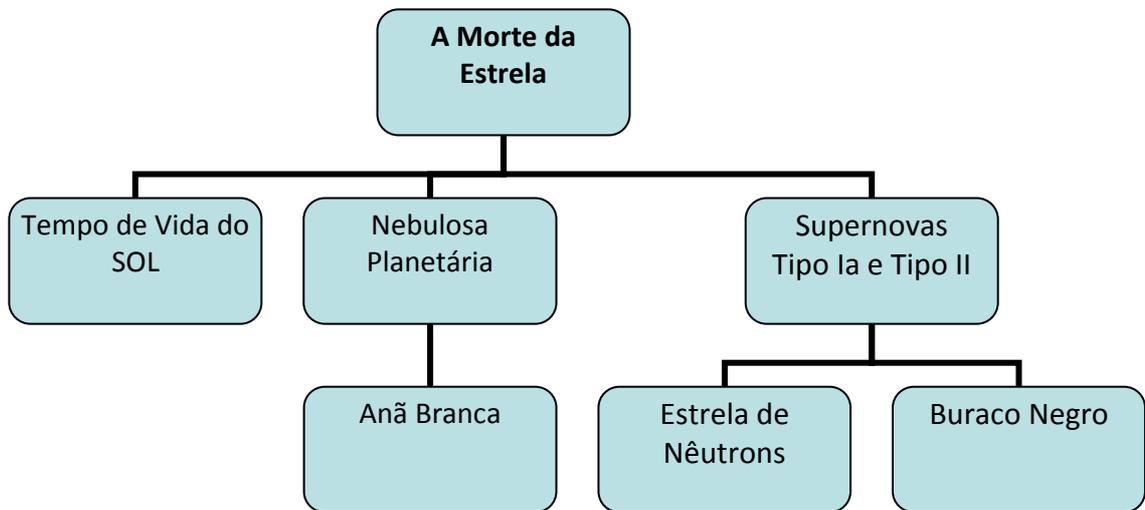


Figura 5.2 – Estrutura do Capítulo 5 – Adaptada da Referência [14].

## 5.1 – Tempo de Vida do Sol

Como vimos na sessão 2.2, o Sol é constituído em sua grande parte de Hidrogênio. A seguir, calculamos o tempo em que o Hidrogênio no Sol irá acabar.

O Sol possui em seu núcleo um processo de fusão termonuclear em que 4 núcleos de Hidrogênio (prótons) sintetizam em um núcleo de Hélio (Figura 5.3).

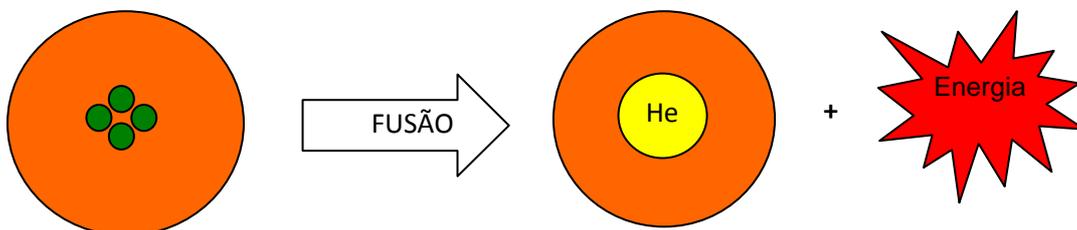


Figura 5.3: Figura esquemática de 4 núcleos de Hidrogênio transformando em um núcleo de Hélio, através de um processo de fusão e liberando energia.

A massa de quatro núcleos de Hidrogênio é menor que a massa de um

núcleo de Hélio, de modo que, em unidades de massa atômica (u.m.a.), essa diferença é [10]:

$$\frac{\left(\frac{4m_H - m_{He}}{m_{He}}\right)}{m_{He}} = \frac{\left(\frac{4(1,0078) - 4,0026}{4,0026}\right)}{4,0026} = 0,007 \text{ u.m.a.} \quad (5.1)$$

Com um centro de 10% da massa total da estrela, obtêm-se uma energia:

$$\begin{aligned} \Delta E = \Delta mc^2 &= (0,007) (1,989 \times 10^{32})(3 \times 10^{10})^2 \\ &\approx 1,25 \times 10^{51} \text{ ergs} \approx 1,25 \times 10^{44} \text{ J.} \end{aligned} \quad (5.2)$$

onde  $m$  é a massa de hidrogênio disponível no centro do Sol. Portanto, o valor de aproximadamente  $1,25 \times 10^{44}$  J é a quantidade de energia disponível no Sol.

Como a luminosidade (energia emitida por unidade de tempo) do Sol é de  $L = 3,8 \times 10^{26}$  J/s, podemos determinar o tempo em que todo o Hidrogênio do centro do Sol será consumido pela razão entre a energia disponível e o seu consumo por unidade de tempo (luminosidade).

$$t = \frac{\Delta E}{L} = \frac{1,269 \times 10^{44}}{3,8 \times 10^{26}} \Rightarrow t = 3,34 \times 10^{17} \text{ segundos} = 10,5 \text{ bilhões de anos.} \quad (5.3)$$

Estima-se que a idade do Sol seja de 4,6 bilhões de anos [62, 81]. Portanto ele está aproximadamente na metade da sua “vida útil”.

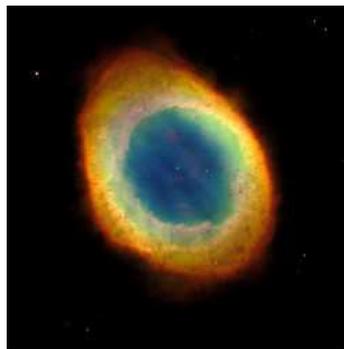
Vejamos agora como fica uma Nebulosa Planetária.

## 5.2. Nebulosa Planetária

Quando uma estrela do tamanho do Sol queima todo seu estoque de Hidrogênio, a fusão nuclear cessa e a gravidade começa a destruir a estrela, para sobreviver ela precisa encontrar uma nova fonte de combustível, nessa fase ela está repleta de Hélio, mas para fundir o Hélio em elementos mais

pesados como Carbono e Oxigênio, seu centro deve estar 10 vezes mais quente do que quando queimava Hidrogênio, enquanto a estrela se contrai, seu centro se superaquece devido a pressão gravitacional que tenta esmagá-lo, quando atinge 180 milhões de graus ele começa a fundir o Hélio em Carbono. Uma estrela que levou 10 bilhões de anos para queimar todo seu Hidrogênio, leva apenas 100 milhões de anos para queimar seu estoque de Hélio, isso ocorre nos últimos 10% da vida de uma estrela.

O imenso calor da queima do Hélio faz expandir as camadas externas da estrela, nesse momento, a atmosfera externa está presa pela gravidade de forma tão fraca que começa a evaporar, através de “arrotos cósmicos”. A partir deste ponto, ejeta a camada externa de gases e isso forma estruturas de gás que ficam iluminadas pelo calor do centro da estrela, causando o fenômeno da nebulosa planetária (Figura 5.4).



**Figura 5.4:** A Nebulosa do Anel. Figura extraída da Referência [83].

As nebulosas planetárias são formadas por estrelas que possui entre 0,8 e 8 massas solares. Acima do limite de 8 massas solares a estrela explodiria, originando uma Supernova. As nebulosas planetárias apresentam diversos tipos de formato, desde irregulares e de aparência complexa até quase perfeitamente esféricas. A maioria delas pode ser classificada segundo a sua forma em esféricas, elípticas, ou bipolares, além do que, quanto mais massiva é a estrela, mais irregular se torna a nebulosa [10].

Os modelos que tratam da evolução das estrelas indicam que a máxima quantidade de Hélio que sobrevive a fase quente da nebulosa planetária é de  $10^{-2}$  da massa total da estrela e que a massa máxima em Hidrogênio é de  $10^{-4}$  da massa da estrela [10].

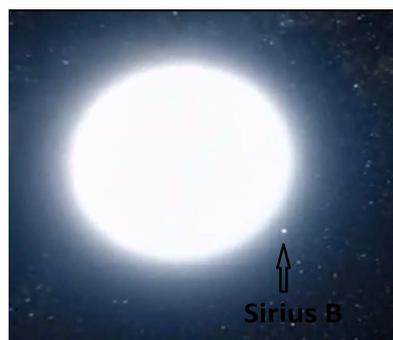
As nebulosas planetárias são um dos canais de formação das anãs brancas, embora existam outros canais evolutivos, como as estrelas passarem diretamente para uma Anã Branca do ramo horizontal estendido e estrelas binárias interagentes [10], que é o tema de nossa subsecção 5.2.1, a seguir.

### 5.2.1. Anãs Brancas

A maior parte das Anãs Brancas, com massa acima de 0,55 da massa solar, provavelmente passou pela fase da nebulosa planetária (vista na seção 5.2), mas nem sempre é assim, elas podem ter outras fontes de origem:

- 30% não são descendentes das nebulosas planetárias;
- 2% evoluem diretamente do ramo horizontal estendido;
- 25% provêm igualmente do ramo gigante assintótico e evolução de sistemas binários interagentes;

No caso da Anã Branca binária esta surge quando a estrela é esmagada, os elétrons presente em seu núcleo reagem, compactados o suficiente, a pressão degenerativa dos elétrons vence a gravidade, e novamente a estrela sobrevive, ela esfria e se transforma em um remanescente estelar denominado de Anã Branca [10]. Um exemplo desta formação é a estrela Sirius B (Figura 5.5).



**Figura 5.5:** Imagem de Sirius B ao lado de sua companheira Sirius A. Figura extraída da Referência [84].

As Anãs Brancas não binárias, possuem  $\log g \approx 8$ , correspondente a uma distribuição de massa centrada em  $0,6 M_{\text{Sol}}$ . As análises das isócronas das

seqüências principais dos cúmulos abertos que contém as Anãs Brancas sugerem que as Anãs Brancas não binárias tem como progenitoras, as que possuem massas entre 1 e 5 a 9 massas solares.

A teoria da evolução estelar prediz que:

- as estrelas que geram as Anãs brancas com massas até 0,4 massas solares, tem vida na seqüência principal maior do que a da nossa galáxia, portanto oriundas de sistemas binários.;
- a massa mínima para ignição do Hélio nuclear é de 0,45 a 0,50 massas solares, sugerindo que estas estrelas possuem um núcleo de Hélio.

Um fator importante na análise das estrelas é a massa de Chandrasekhar, que é o limite teórico da massa que uma estrela pode ter que é 1,44 a massa do Sol.

Vejam algumas Anãs Brancas e suas massas obtidas via astrometria ou sismologia [10]:

- Sírius B:  $M = (1,053 \pm 0,028) M_{\odot}$ ;
- 40 Eri B (sistema triplo):  $M = (0,42 \pm 0,02) M_{\odot}$ ;
- Procyon B:  $M = 0,62 M_{\odot}$ ;
- L 870-2: sistema com duas Anãs Brancas com período orbital igual 2,5 d e componentes com  $M = 0,41$  e  $(0,46 \pm 0,1) M_{\odot}$ ;
- Stein 2051B: massa provável  $M = (0,50 \pm 0,05) M_{\odot}$ ;

Aproximadamente 98% de todas as estrelas que já saíram da sequência principal são Anãs Brancas. Um resumo de suas principais características:

- Um dos canais de sua formação é via nebulosas planetárias;
- Outros canais são:
  - estrelas que se tornam Anãs Brancas diretamente do ramo horizontal estendido;
  - via estrelas binárias interagentes;
- Esfriam vagorosamente, tal que mesmo as mais antigas em nossa

galáxia ainda são visíveis, com taxa de luminosidade maior do que  $3 \times 10^{-5} L_S$ ;

- Possuem massa abaixo de 1,4 da massa do Sol em média de 0,6 a massa do Sol;
- São núcleos degenerados das estrelas de 1 e 5 a 9 massas solares;
- Possuem uma sequência bem definida no Diagrama H-R;
- São cerca de 8 magnitudes menos brilhantes do que as estrelas da sequência principal;
- Possuem um raio pequeno da ordem de 0,01 do raio do Sol;
- Sua densidade média é em torno de  $10^6 \text{ g/cm}^3$  ou  $10^3 \text{ Kg/m}^3$  - com esta densidade os elétrons encontram-se degenerados em seu núcleo (exceto para as Anãs Brancas frias), mas nas camadas externas se comportam como gases ideais;

A Anã Branca é um tipo de estrela fascinante, é extremamente densa, possui aproximadamente 300 mil vezes a massa da Terra em um volume do tamanho da Terra. Uma colher dessa matéria pesaria toneladas.

Quando se torna uma Anã Branca, uma estrela do tipo do Sol está no estágio final da vida, mais ainda não está morta, continuará brilhando por bilhões de anos enquanto gradualmente irradia toda sua energia. Nesse estágio a estrela não produz energia, ela consome a energia que acumulou durante sua vida no período em que fazia a fusão de elementos leve em elementos mais pesados, essas estrelas são denominadas de “estrelas aposentadas”. Esse será o destino do nosso Sol daqui a aproximadamente 5 bilhões de anos [10].

### 5.3. Supernovas

- **Tipo IA**

Algumas Anãs Brancas tem pelo menos uma parceira durante a vida, a

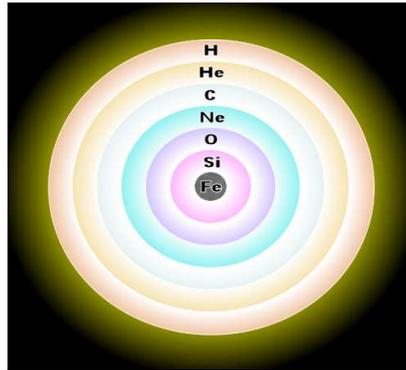
maioria das estrelas fazem parte de sistemas binários ou múltiplos. Estrelas binárias podem ter destinos muito diferentes ao das estrelas simples. Se uma Anã Branca está gravitacionalmente ligada a outra estrela, ela pode lhe roubar energia, apesar de pequena ela é muito densa e seu campo gravitacional também, ele começa a sugar uma torrente de gás de Hidrogênio da sua companheira, se ela conseguir aumentar sua massa, a uma certa altura alcançará um limite instável, nesse ponto ela sofre uma explosão catastrófica, tudo é consumido em um clarão ofuscante chamado de fuga termonuclear, essa imensa explosão é chamada de Supernova do tipo IA [85], como ilustrada na Figura 5.6.



**Figura 5.6:** Imagem ilustrativa de uma Supernova do tipo IA. Figura extraída da Referência [85].

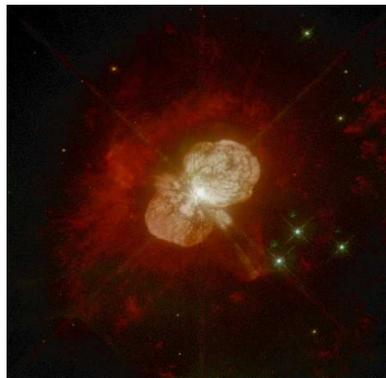
- **Tipo II**

São estrelas mais massivas, entre 8 a 10 vezes a massa do Sol, diferentemente das menores, quando acaba seu Hidrogênio, começa a fundir o Hélio em Carbono e Oxigênio, Oxigênio em Neônio e Magnésio, depois Sílica e Enxofre e depois o Ferro. As cinzas de cada uma das reações nucleares se tornam combustível para reações seguintes, até que, no fim da vida, ela tem a aparência de uma cebola, com uma camada externa do combustível original, o Hidrogênio, envolvendo camada após camada de elementos cada vez mais pesados [86].



**Figura 5.7:** Imagem ilustrativa das camadas de uma estrela. Figura extraída da Referência [87].

Essas estrelas constroem um núcleo de Ferro (ver Figura 5.7). Mas para fundir o Ferro requer energia, como a estrela absorve energia e não fornece, o núcleo de Ferro é formado sem fundir-se e com o tempo se torna instável, e quando atinge  $3/2$  da massa do Sol ele colapsa. Para se ter uma idéia, em menos de meio segundo um centro do tamanho da Terra é esmagado e se transforma em um objeto de 17 km de diâmetro. Assim, num instante o centro ricocheteia e colide com as camadas externas da estrela e dá início a uma das maiores explosões do Universo [88], a Supernova do tipo II (Figura 5.8).



**Figura 5.8:** Morte de Eta Carinae capturada pelo Telescópio espacial Hubble. Figura extraída da Referência [88].

As supernovas representam muito para o Universo, elas são na verdade a fonte dos elementos pesados, todo o Ferro que existe no Universo, foi criado por estrelas e despejados no Universo pelas Supernovas. Na verdade todos os elementos mais pesados do que o Ferro, provêm direta ou indiretamente

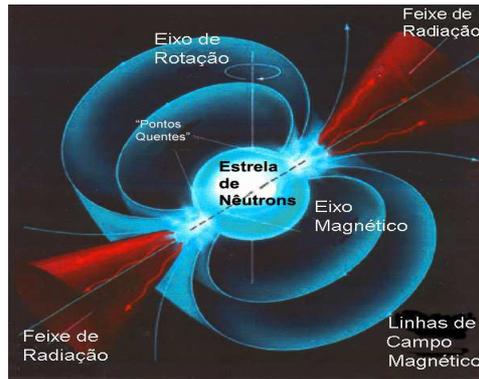
dessas explosões. E a medida que o material dessas explosões se espalharam pelo Universo, se tornaram elementos dos planetas, luas e novas estrelas.

Nós somos feitos de matéria estelar, os elementos do nosso corpo mais pesados que o Hélio e o Hidrogênio, vem de estrelas mortas há muito tempo, como o cálcio dos ossos, o oxigênio que respiramos, o ferro nas hemácias, o carbono existente na maioria das células, tudo isso foi “fabricado” nas estrelas por reações nucleares e os elementos mais pesados que o Ferro foram criados pela explosão das Supernovas.

### **5.3.1. Estrelas de Nêutrons**

Enquanto a Supernova do tipo II despeja no Universo elementos pesados, o centro da estrela mantém-se intacto, a estrela continua a contrair até que a matéria que a forma atinge a densidade de  $2 \times 10^{10} \text{ Kg/m}^3$ . Quando isto ocorre, os elétrons começam a reagir com prótons dando origem aos nêutrons. A matéria estelar fica cada vez mais enriquecida de nêutrons. A estrela continua a contrair e quando sua densidade chega a  $3 \times 10^{16} \text{ Kg/m}^3$  ela já está composta por um gás de nêutrons degenerado, ficamos então com um objeto feito quase que apenas de nêutrons. Os nêutrons também possuem uma força degenerativa, e chega um momento em que essa força se iguala a gravidade, então, o que sobra é um novo objeto estável, bem menor e mais denso, chamado de estrela de Nêutrons. Comparadas com estrelas comuns, as estrelas de nêutrons são minúsculas, podem ter apenas 17 Km de diâmetro, uma colher de chá de uma estrela de nêutrons pesaria um bilhão de toneladas [86].

As estrelas de nêutrons giram muito rápido, em alguns casos até centenas de vezes por segundo, por girarem tão rapidamente possuem campos magnéticos elevados. Esse campo magnético em conjunto com a alta rotação, força os elétrons caminhar pelo eixo do campo magnético, esses elétrons acelerados emitem um feixe de luz, Figura 5.9, esse feixe nós só enxergamos quando está apontado para nossa direção.



**Figura 5.9:** Ilustração de uma estrela de nêutrons. Figura extraída da Referência [88].

### 5.3.2. Buracos Negros

Algumas estrelas são tão massivas, cerca de 25 a 40 vezes a massa do Sol que nem mesmo a estrela de nêutrons suporta o peso de sua desintegração, a gravidade esmaga o seu núcleo e o transforma em um objeto de densidade e curvatura do espaço-tempo infinitas, conhecida como Buraco Negro. De certa forma, o Buraco Negro é a morte definitiva de uma estrela, é basicamente a vitória da gravidade sobre a massa.

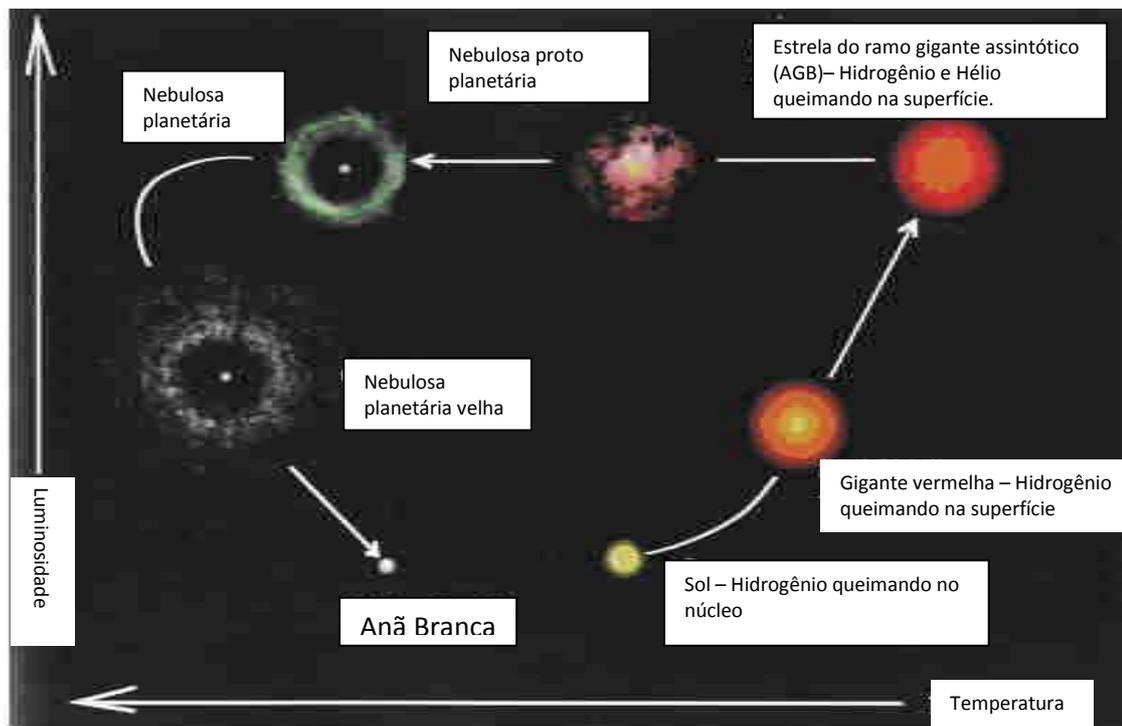
Buracos Negros (Figura 5.10) são tão notáveis pois nem mesmo a luz escapa do seu campo gravitacional. É comum pensar que Buracos Negros sugam tudo que há no Universo, mas isso não é verdade, objetos próximos são realmente sugados pelo campo gravitacional, mas objetos mais distantes e em uma trajetória adequada nem sentirá o seu campo gravitacional [86].



**Figura 5.10:** Anatomia de um buraco negro. Figura extraída da Referência [90].

A morte de estrelas é semente para as próximas gerações de estrelas e aumentam as chances de haver planetas nas próximas gerações.

Portanto, a seqüência do FUTURO do SOL está descrito na Figura 5.11.



**Figura 5.11:** Esquema do futuro do Sol: Anã Branca. Figura extraída e adaptada da Referência [62].

## 6. Conclusão

Ao escrever o presente trabalho, percebemos que o estudo nesta área é bastante complexo, pois envolve todas as áreas da Física, como por exemplo: Mecânica, Termodinâmica, Óptica, Ondulatória, Eletromagnetismo, entre outras. Envolve assim, todo o nosso conhecimento básico até um maior grau de abstração. Isto se percebe através do relato dos fatos históricos, onde todos os grandes físicos, químicos, astrofísicos, cada qual importante na sua época, estão presentes, direta ou indiretamente, desde antes de Aristóteles, Copérnico, passando por Galileu, Huygens, Kirchhoff, Bunsen, Einstein, Hubble, Chandrasekhar, entre outros.

Para saber qual o futuro do Sol, estudamos o processo de nascimento, sua classificação, como obter a idade e como pode ser a morte de uma estrela.

A estrela nasce (se forma), de uma nuvem de Hidrogênio e poeira, através de um processo de fusão termonuclear, onde quatro núcleos de Hidrogênio se fundem, resultando desta reação, um núcleo de Hélio mais energia ( $E=mc^2$ ). Essa energia ( $4,2 \times 10^{-12}$  J) obtida de acordo com a equação de Einstein, é resultado da diferença de massa do processo de fusão do H em He, pois a massa do núcleo de He é 0,7% menor do que a soma das 4 massas do núcleo de H. E este processo ocorre dentro de nuvens interestelares, conhecido como berçário das estrelas. De forma sucinta podemos dizer que uma estrela é uma esfera luminosa contendo gás de Hidrogênio em sua grande parte, seguida de gás de Hélio e outros elementos químicos em menor quantidade. No caso do Sol, 76% de sua massa e 92% de seu volume é constituído de Hidrogênio e 24% de massa e 7% de seu volume de Hélio, possuindo ainda Fe, O, Ni, S, Mg, Si, Ne, Ca e Cr.

Quando uma estrela está em equilíbrio estável (a fusão nuclear e a gravidade estão em equilíbrio), dizemos que a estrela encontra-se na fase de sequência principal. Fase esta em que se encontra a maioria das estrelas, inclusive o Sol.

Em relação a sua classificação, a principal, ainda é baseada no Diagrama H-R, onde é levado em conta, principalmente a magnitude, cor, e

espectro. A magnitude visual de uma estrela é classificada de acordo com seu brilho, a do Sol é de 4,79 (a classificação vai de 0 a 6 da mais brilhante para a menos) e a bolométrica de 4,72. As cores são definidas em função das magnitudes observadas nas diferentes bandas espectrais, sendo o sistema mais utilizado o UBV, relacionado aos comprimentos de onda dos filtros utilizados. No caso do Sol (U-B)  $\approx 0,17$  e (B-V)  $\approx 0,62$ . Quanto a luminosidade, esta está relacionada com a temperatura efetiva da estrela. As estrelas emitem radiação de forma semelhante a um corpo negro, e a taxa de luminosidade do Sol é de aproximadamente  $3,83 \times 10^{26}$  J/s e temperatura efetiva em torno de 5.800K. Assim, o Sol possui tipo espectral e classe de luminosidade G2V. Vimos como eram feitas as medidas a olho nu e concluimos que a evolução de obtenção de dados obtidos através de equipamentos, pode confirmar que quanto mais conhecimento, busca-se avanços tecnológicos, e isso faz com que tenhamos dados mais precisos, mas também que aumenta a necessidade de mais estudos, inclusive na área mais quantitativa.

A idade de uma estrela é um parâmetro difícil de calcular, mas de muita importância no estudo das estrelas e do Universo em geral, visto que as estrelas são como relógios para estudar o Universo. Dentre as técnicas estudadas para realizar este trabalho, notamos que a técnica mais precisa para calcular a idade de estrelas de campo, como o nosso Sol, é a técnica da girocronologia. Através desta técnica estima-se a idade do Sol em  $(4,66 \pm 0,11)$  bilhões de anos.

Em se tratando de como as estrelas morrem, vimos que há três vertentes: tornar-se uma Anã Branca, uma estrela de Nêutrons ou um Buraco Negro.

Portanto, o futuro de nosso Sol, estrela da qual abordamos suas principais características, e que se encontra na metade de sua vida útil,  $10^{10}$  anos, de acordo com a sua evolução, é se tornar uma Anã Branca, que é uma estrela bastante densa ( $10^3$  Kg/m<sup>3</sup>), pois é massiva ( $M \approx 0,6 M_S$ ), mas com raio pequeno ( $\approx 0,01 M_S$ ).

## Epílogo:

Com todos os estudos astronômicos que se tem notícia, podemos apenas especular o que é mais provável que aconteça com a estrela mais próxima e importante para a Terra. O futuro do Sol como anã branca permitirá o surgimento de outras estrelas e corpos celestes inóspitos ou não, e o futuro deles ainda que distante será o mesmo do sistema solar, dar “vida” a outros corpos.

Porém, o que parece ser um ciclo interminável de reciclagem intergaláctica pode não ser tão eterno. Na Universidade de Tóquio cientistas tentam provar que o próton possui decaimento e a consequência disto será o fim do Universo. Pois, como em outros materiais, todo o próton surgido com o *Big Bang* [91] tem uma data para “morrer”, e por estar presente no núcleo de todo átomo, será o fim de todos os elementos.

Não apenas por ser um marco ao fim inevitável e improrrogável de qualquer forma de vida que habite a Terra, mas o destino das estrelas fascina devido a sua complexidade e incompreensão. Muito há de se estudar e aprender sobre o Universo e até mesmo as atuais e mais plausíveis teorias contemporâneas podem ser modificadas ou até mesmo descartadas. A única certeza é que este campo ainda permite muito estudo.

# Referências Bibliográficas

- [1] Wikipedia, Astronomia (<http://pt.wikipedia.org/wiki/Astronomia>). Acesso em 15/07/2012;
- [2] Wikipedia, Sistema Solar, ([http://pt.wikipedia.org/wiki/Sistema\\_Solar](http://pt.wikipedia.org/wiki/Sistema_Solar)). Acesso em 03/12/2012;
- [3] MIRANDA, O. D., de ARAÚJO, J. C. N., OPPER, R., A **Estrutura do Universo**, publicado no livro organizado por: VIEGAS, S. M. M., de OLIVEIRA, F., **Descobrimo o Universo**, EDUSP (2003);
- [4] Wikipedia, Cosmologia (<http://pt.wikipedia.org/wiki/Cosmologia>). Acesso em 15/07/2012;
- [5] ROSENFELD, R., **A Cosmologia**, Física na Escola, v. 6, n. 1, 2005;
- [6] HAWKING, S., **O Universo numa Casca de Noz**, Editora Mandarim,(2002);
- [7] MACIEL, W. J., Ciência Hoje das Crianças, Ano 8, No. 46, 1995;
- [8] Wikipedia, O Sol (<http://pt.wikipedia.org/wiki/Sol>). Acesso em 31/11/2012;
- [9] SILVA, A.V. R., **Nossa Estrela O Sol**. São Paulo: Livraria da Física, 2006;
- [10] OLIVEIRA FILHO, K. de S., SARAIVA, M. de F. O., **Astronomia e Astrofísica**, Editora da Universidade, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, 1ª edição, 2000 e Editora Livraria da Física, 2ª edição, 2004;
- [11] OLIVEIRA FILHO, K. de S., SARAIVA, M. de F. O., (<http://astro.if.ufrgs.br/esol/esol.htm>). Acesso em 31/07/2012;
- [12] JOANN, E., **Solar Science and Astrophysics, – The Cambridge History of Science** – vol. 5 – The modern physical and mathematical sciences, edited by Mary Jo Nye. Cambridge University Press, 2006;
- [13] OLIVEIRA FILHO, K. de S., SARAIVA, M. de F. O., (<http://astro.if.ufrgs.br/oei/star/wd/wd=evol.htm>). Acesso em 31/07/2012;
- [14] MUKAI, H., **Sistemas Integrados de Gestão de Design, Qualidade, Ambiente, Saúde e Segurança no Trabalho: Pequenas e Médias Empresas do Setor Moveleiro**. Tese de Doutorado, Departamento de Engenharia de Produção, UFSC, Florianópolis/SC, 2012;
- [15] YATES, F. A., **Giordano Bruno and the Hermetic Tradition**. São Paulo; Editora Cultrix LTDA, 1990;

- [16] Wikipedia, Geocentrismo (<http://pt.m.wikipedia.org/wiki/Geocentrismo>), Acesso em 30/06/2012;
- [17] ALVIM, M. H., **Observações celestes no México Antigo**, São Paulo, Annablume, 2008;
- [18] OLIVEIRA FILHO, K. de S., SARAIVA, M. de F. O., Espectroscopia, ([astro.if.ufrgs.br/rad/espc/espec.html](http://astro.if.ufrgs.br/rad/espc/espec.html)). Acesso em 12/10/2012;
- [19] Ciência e Saúde – Rede Globo - (<http://m.g1/globo.com/ciencia-e-saude/noticia/2012/07/tempestade-solar-deve-atingir-terra-partir-desta-quarta-feira-preve-nasa.html>) - 04/07/2012. Acesso em 10/11/2012;
- [20] FARIA, R. P., **Fundamentos de astronomia**, 3ª Edição, Campinas, SP; Editora Papirus, 1987;
- [21] Wikipédia, Estrela (<http://pt.wikipedia.org/wiki/Estrela>). Acesso em 24/05/2012;
- [22] TONDERING, Claus. Othher ancient calendars ([www.webexhibits.org/calendars/calendar-ancient.html](http://www.webexhibits.org/calendars/calendar-ancient.html)). WebExhibits. Acesso em 13/02/2012;
- [23] MURDIN, P., **Encyclopedia of astronomy and astrophysics**. Taylor & Francis, November-2000;
- [24] Hiparco de Niceia (<http://homes.dcc.ufba.br/~frieda/mat061/projetomeiodia/hiparco.html>). Acesso em 04/05/2012;
- [25] A Universal Website, TychoBrahe, (<http://www.tychobrahe.com/UK/astronomen.html>). Acesso em 15/05/2012;
- [26] CHATEL, P., **O Castelo das Estrelas a estranha história de Ticho Brahe astrônomo e grande senhor**, Editora da Universidade de São Paulo, 1990;
- [27] Giordano Bruno, **mártir de las ideas heliocéntricas** (<http://www.astromia.com/biografias/bruno.htm>). Acesso em 05/05/2012;
- [28] Mobile, Alabama. Harbinger Giordano Bruno (<http://www.theharbinger.org/xvi/971111/birx.html>). Acesso em 07/05/2012;
- [29] The Robson Library, Hans Lippershey, (<http://www.robinsonlibrary.com/science/astronomy/instruments/lippershey.htm>) . Acesso em 19/05/2012;

- [30] Telescópio, (<http://www.scienceclarified.com/scitech/Telescopes/The-First-Telescope.html>). Acesso em 19/05/2012;
- [31] Wikipedia, Galileu Galilei ([http://pt.wikipedia.org/wiki/Galileu\\_Galilei](http://pt.wikipedia.org/wiki/Galileu_Galilei)). Acesso em 23/05/2012;
- [32] Wikipedia, Paralaxe (<http://pt.wikipedia.org/wiki/Paralaxe>). Acesso em 29/10/2012;
- [33] Wikipedia, Magnitude ([http://pt.wikipedia.org/wiki/Magnitude\\_%28astronomia%29](http://pt.wikipedia.org/wiki/Magnitude_%28astronomia%29)). Acesso em 29/10/2012;
- [34] ADAMS, S. W., "**The Spectrum of the Companion of Sirius**". *Astronomical Society of the Pacific* **27** (161), 236, 1915;
- [35] CHANDRASEKHAR, S., **An Introduction to the Study of Stellar Structure**, University of Chicago Press, 1939;
- [36] DAVIES, P., **The News Physics**, Cambridge Press, 1989;
- [37] AMÂNCIO, C. S. F. e coorganizadores, **Astronomia: Uma visão Geral do Universo** Vol.28. Artigo escrito por Augusto Damineli Neto – Estrelas, EDUSP, 2003;
- [38] Wikipedia, Cinturão de Van Allen ([pt.wikipedia.org/wiki/Cinturão\\_de\\_Van\\_Allen](http://pt.wikipedia.org/wiki/Cinturão_de_Van_Allen)) . Acesso em 29/10/2012;
- [39] Wikipedia, Quasar (<http://pt.wikipedia.org/wiki/Quasar>). Acesso em 23/05/2012;
- [40] CHANDRASEKHAR, S., **Liquid Crystals**, second edition, Cambridge University Press, 1992;
- [41] SATIRO, C., MORAES, F., **Lensing effects in a nematic liquid crystal with topological defects**, *European Physical Journal E* **20**, 173, 2006;
- [42] SATIRO, C., MORAES, F., **On the deflection of light by topological defects in nematic liquid crystals**, *European Physical Journal E* **25**, 425, (2008);
- [43] MUKAI H., FERNANDES, P. R. G., OLIVEIRA, B. F, DIAS, G. S., **Defect-antidefect correlations in a lyotropic liquid crystal from a cosmological point of view**, *Physical Review E* **75**, 061704, 2007;
- [44] ANTONIO, F. J., **Estudos de defeitos topológicos em Cristais Líquidos do ponto de vista cosmológico**, Dissertação de mestrado, DFI/UEM (2009);

- [45] da SILVA, A. I., **Estudo de um fluido complexo visando uma abordagem cosmológica**. Dissertação de mestrado, DFI/UEM (2010);
- [46] KNOVEL, Craig the Rocket Scientist  
(<http://knovelblogs.com/2009/10/22/craig-the-rocket-scientist-vs-the-conspiracy-theorists/>). Acesso em 07/06/2012;
- [47] SOHO, (<http://sohowww.nascom.nasa.gov/spaceweather/>). Acesso em 07/06/2012;
- [48] DAMINELI, A., **O Brasil na era dos grandes telescópios**, Coletânea sobre Ciências Físicas no Brasil – Estudos e Pesquisas recentes/2005, organizado por Ernst W. Hamburger, comemoração do ano mundial da física, Editora Livraria da Física, 2006;
- [49] Wikipedia, Observatório Nacional  
([http://pt.wikipedia.org/wiki/Observat%C3%B3rio\\_Nacional](http://pt.wikipedia.org/wiki/Observat%C3%B3rio_Nacional)). Acesso em 30/10/2012;
- [50] Desvio da luz.  
(<http://www.seara.ufc.br/especiais/fisica/sobral1919/sobral4.htm>). Acesso em 30/10/2012;
- [51] Wikipedia, Eagle (<http://pt.wikipedia.org/wiki/eagle>). Acesso em 07/06/2012;
- [52] DAMINELI NETO, A., JABLONSKI, F. J., Centro de divulgação da astronomia, Nascimento, Vida e Morte das estrelas  
(<http://www.cdcc.usp.br/cda/aprendendo-superior/evolucao-estelar/index.html>). Acesso em 20/06/2012;
- [53] Café com ciência, Uma protoestrela,  
(<http://cafecomciencia.wordpress.com/tag/vida/>). Acesso em 07/06/2012.
- [54] MACIEL, W. J., **Introdução à Estrutura e Evolução Estelar**. São Paulo: Edusp, 1999;
- [55] RODRIGUEZ, L. F., **Um Universo em expansion**, La ciência 1 mexico, 1986;
- [56] Hls, Como funciona a alquimia das estrelas? A nucleossíntese dos elementos químicos no Universo  
([http://hls.ucoz.org/index/alquimia\\_das\\_estrelas/0-66](http://hls.ucoz.org/index/alquimia_das_estrelas/0-66)). Acesso em 10/06/2012;
- [57] ALVES, E. I., **Pequeno Atlas do Sistema Solar**, Imprensa da

- Universidade de Coimbra, 2010;
- [58] Plasma, (<http://www.guia.heu.nom.br/plasma.htm>). Acesso em 07/11/2012;
- [59] Wikipedia, manchas solares ([http://es.wikipedia.org/wiki/Mancha\\_solar](http://es.wikipedia.org/wiki/Mancha_solar)). Acesso em 10/06/2012;
- [60] Manchas Solares ([http://www.das.inpe.br/ciaa/cd/HTML/sol/4\\_03\\_5.htm](http://www.das.inpe.br/ciaa/cd/HTML/sol/4_03_5.htm)). Acesso em 10/06/2012;
- [61] Manchas Solares (<http://www.hao.ucar.edu:80/public>). Acesso em 10/11/2012;
- [62] MACIEL, W. J. , **Evolução de estrelas e galáxias**, apresentação em pdf. Apresentada na UTFPR. (<http://www.astro.iag.usp.br/~maciel>). Acesso em 03/12/2012;
- [63]GUINÉ, M. F., **Espectrometria de emissão atômica**, CENA/USP – 1996;
- [64] EISBERG, R., RESNICK, R., **Física Quântica: Átomos, Moléculas, Sólidos, Núcleos e Partículas**. 23. ed. São Paulo: Campus, 2000;
- [65] Astroweb, Estrelas: Distâncias e Magnitude (<http://astroweb.iag.usp.br/~dalpino/AGA215/APOSTILA/cap08cor.pdf>). Acesso em 19/11/2012;
- [66] Fonte: ([http://www.astro.iag.usp.br/~carciofi/aulas\\_aga0210/aula7.pdf](http://www.astro.iag.usp.br/~carciofi/aulas_aga0210/aula7.pdf)). Acesso em 10/11/2012;
- [67] MUTLAQ, J., Cores e temperatura das estrelas. (<http://docs.kde.org/stable/pt/kdeedu/kstars/ai-colorandtemp.html>). Acesso em 10/11/2012;
- [68] Astro, O Diagrama HR (<http://astro.if.ufrgs.br/estrelas/node2.htm>). Acesso em 10/06/2012;
- [69] Wikipédia, Stellar classification ([http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar\\_classification](http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar_classification)). Acesso em 06/07/2012;
- [70] Profs, Variação do espectro de radiação térmica com a temperatura ([http://profs.ccems.pt/PauloPortugal/CFQ/Wien/Lei\\_Wien.html](http://profs.ccems.pt/PauloPortugal/CFQ/Wien/Lei_Wien.html)) Acesso em 31/10/2012;
- [71] Estrelas, Lei de luminosidade e leis da radiação ([www.prof2000.pt/user/angelof/af16/ts-estrelas/luminosidade-e-leis-da-radiacao.htm](http://www.prof2000.pt/user/angelof/af16/ts-estrelas/luminosidade-e-leis-da-radiacao.htm)). Acesso em 31/10/2012;
- [72] Wikipedia, Zeta Orionis, ([http://pt.wikipedia.org/wiki/Zeta\\_Orionis](http://pt.wikipedia.org/wiki/Zeta_Orionis)). Acesso

em 01/11/2012;

[73] Wikipedia, Fomalhaut, (<http://en.wikipedia.org/wiki/Fomalhaut>). Acesso em 06/07/2012;

[74] Wikipedia, Main sequence ([http://en.wikipedia.org/wiki/Main\\_sequence](http://en.wikipedia.org/wiki/Main_sequence)). Acesso em 06/07/2012;

[75] isochrone, ([em.mimi.hu/astronomy/isochrone.html](http://em.mimi.hu/astronomy/isochrone.html)). Acesso em 03/12/2012;

[76] BARNES, S. A., Ages for illustrative field stars using gyrochronology: viability, limitations and errors. **The Astrophysical Journal**, **669**, p.1167-1189, 2007;

[77] FREITAS, D. B. de. **A Evolução da Rotação Estelar na Vizinhança Solar**. 2006. 59 f. Dissertação (Mestrado) - Departamento de Física Teórica, Universidade Federal do Rio Grande do Norte, São José dos Campos, 2006;

[78] MORAIS, L. M. G., **Estudos Comparativos dos Perfis Ionosféricos Simulados com os Adquiridos Pela Digissonda dos anos de 2001 e de 2003**. 2008. 40 f. Relatório Final (Graduação) - Curso de Licenciatura em Matemática, Unitau, São José Dos Campos, 2008;

[79] SPIEGEL, E. I and ZAHN, J-P., **Astronomy and Astrophysics**, **265**, 106, 1992;

[80] DZIEMBOWSKI, W.A., FIORENTINI, G., RICCI, B., SIENKIEWICZ, R., **Helioseismology and the solar age**, **Astronomy and Astrophysics**, **343**, 990, 1999;

[81] Creation Ministries International, Age of the Sun (<http://creation.com/sun-age>). Acesso em 31/10/2012;

[82] GUERRA, W., **Evolução do Universo Molecular**. 2012. 50 f. Especialização em Astrobiologia (Especialista) - Universidade Estadual de Londrina, Londrina, 2012;

[83] Astronomia On-line, NEBULOSAS PLANETÁRIAS ([http://www.ccvalg.pt/astronomia/nebulosas/nebulosas\\_planetarias.htm](http://www.ccvalg.pt/astronomia/nebulosas/nebulosas_planetarias.htm)). Acesso em 10/06/2012;

[84] Sol, Estrela Sirius (<http://sildesirius.blogspot.com.br/p/sirius.html>). Acesso em 11/06/2012;

[85] Universe today, Unlocking Cosmology With Type 1a Supernovae (<http://www.universetoday.com/92410/unlocking-cosmology-with-type-1a->

supernovae). Acesso em 10/06/2012;

[86] DE FREITAS, M. R. R., **Nascimento, vida e morte das estrelas: a evolução estelar**. 1. ed. São Paulo: Vozes, 1995;

[87] Educação espacial, Estrelas

(<https://educacaoespacial.wordpress.com/2011/11/09/>). Acesso em 10/06/2012;

[88] UOL, Estrela da Morte

(<http://www1.folha.uol.com.br/fsp/ciencia/fe1304200301.htm>). Acesso em 10/06/2012;

[89] Ministério da ciência e tecnologia, As Estrelas de Nêutrons ([http://www.on.br/site\\_edu\\_dist\\_2011/site/conteudo/modulo5/2-estrelas-neutrons/estrelas-neutrons.html](http://www.on.br/site_edu_dist_2011/site/conteudo/modulo5/2-estrelas-neutrons/estrelas-neutrons.html)). Acesso em 10/06/2012;

[90] Revista Astronomy Brasil. **A caminho de Plutão**. Vol. 1 – Nº 12. Pinheiros – SP: Duetto, p. 33, abril 2007;

[91] SINGHT, S., **Big Bang**, tradução de Jorge Luiz Calife, Editora Record, 2006.