



**UNIVERSIDADE ESTADUAL DA PARAÍBA
CAMPUS I – CAMPINA GRANDE
CENTRO DE CIÊNCIAS E TECNOLOGIA
DEPARTAMENTO DE FÍSICA
CURSO DE LICENCIATURA EM FÍSICA**

INGRID HELOISA GUIMARÃES FIDELIS

UM ESTUDO INTRODUTÓRIO À ASTROFÍSICA ESTELAR

**CAMPINA GRANDE
2019**

INGRID HELOISA GUIMARÃES FIDELIS

UM ESTUDO INTRODUTÓRIO À ASTROFÍSICA ESTELAR

Trabalho de Conclusão de Curso apresentado ao Departamento do Curso de Licenciatura em Física do Centro de Ciências e Tecnologia da Universidade Estadual da Paraíba, como requisito parcial à obtenção do título de Licenciada em Física.

Área de concentração: Física.

Orientadora: Profa. Ma. Deusalete Câmara Vilar Neta.

**CAMPINA GRANDE
2019**

É expressamente proibido a comercialização deste documento, tanto na forma impressa como eletrônica. Sua reprodução total ou parcial é permitida exclusivamente para fins acadêmicos e científicos, desde que na reprodução figure a identificação do autor, título, instituição e ano do trabalho.

F451e Fidelis, Ingrid Heloisa Guimarães.
Um estudo introdutório à Astrofísica estelar [manuscrito] /
Ingrid Heloisa Guimaraes Fidelis. - 2019.
23 p.
Digitado.
Trabalho de Conclusão de Curso (Graduação em Física) -
Universidade Estadual da Paraíba, Centro de Ciências e
Tecnologia , 2019.
"Orientação: Profa. Ma. Deusalete Câmara Vilar Neta,
Departamento de Física - CCT."
1. Física Moderna. 2. Astrofísica estelar. 3. Estrelas.
4. Luz. I. Título
21. ed. CDD 520

INGRID HELOISA GUIMARÃES FIDELIS

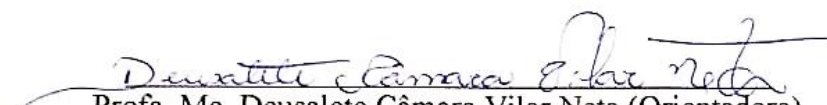
UM ESTUDO INTRODUTÓRIO À ASTROFÍSICA ESTELAR

Trabalho de Conclusão de Curso apresentado ao Departamento do Curso de Licenciatura em Física do Centro de Ciências e Tecnologia da Universidade Estadual da Paraíba, como requisito parcial à obtenção do título de Licenciada em Física.

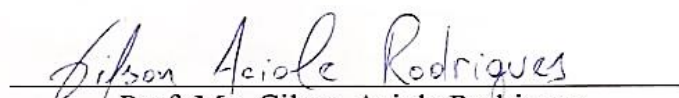
Área de concentração: Física.

Aprovada em: 03 de Dezembro de 2019.

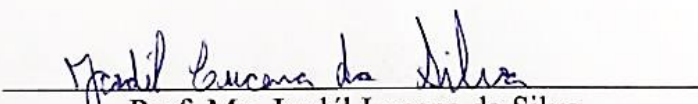
BANCA EXAMINADORA



Profa. Me. Deusaleti Câmara Vilar Neta (Orientadora)
Universidade Estadual da Paraíba (UEPB)



Prof. Me. Gilson Aciole Rodrigues
Universidade Estadual da Paraíba (UEPB)



Prof. Me. Jardel Lucena da Silva
Instituto Federal do Rio Grande do Norte (IFRN)

SUMÁRIO

1. INTRODUÇÃO	8
2. ESPECTROSCOPIA	9
2.1 Evolução histórica do estudo da espectroscopia.....	10
3. FOTOMETRIA	13
3.1 Radiação de corpo negro.	14
3.1.1 Lei de Stefan-Boltzmann.	15
3.1.2 Lei de deslocamento de Wien.....	15
3.2 Fluxo.	16
3.3 Magnitudes.	16
4. O DIAGRAMA DE HERTZSPRUNG-RUSSELL	18
5. ESTRELAS DA SEQUÊNCIA PRINCIPAL	19
6. CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL	20
6.1. Classificação de luminosidade.....	20
7. CONSIDERAÇÕES FINAIS	21
REFERÊNCIAS	22

UM ESTUDO INTRODUTÓRIO À ASTROFÍSICA ESTELAR

AN INTRODUCTORY STUDY OF STELLAR ASTROPHYSICS

Ingrid Heloisa Guimarães Fidelis*

RESUMO

A busca por conhecer nossas origens através do universo nos faz abrir os olhos para os objetos astronômicos encontrados no céu. Uma forma de estudarmos esses objetos é examinando a radiação emitida, absorvida ou refletida por eles. Algumas formas dessa radiação são conhecidas pela humanidade a várias gerações sempre que observamos o céu durante a noite e vemos aqueles pontos brilhante, chamados de estrelas. A investigação da radiação proveniente das estrelas, é essencial para a compreensão das suas características e particularidades, este por sua vez é o objeto de análise da Astrofísica Estelar. Esse trabalho tem como objetivo fazer uma introdução para o estudo da Astrofísica Estelar, apontando conceitos básicos baseados na Física Moderna que auxiliam na compreensão e nos estudos relacionados a radiação emitida pelas estrelas, nos permitindo fazer uma análise desde sua formação a sua evolução. Tais conceitos são a base para a iniciação aos estudos relacionados à Astrofísica Estelar. Através desse estudo bibliográfico, conclui-se que é importante estudarmos Física Moderna para compreender os conceitos físicos envolvidos no estudo da origem e evolução das estrelas.

Palavras-chave: estrelas, Física Moderna, luz e Astrofísica Estelar.

ABSTRACT

The search to meet our origins through the universe allow us to open our eyes for the astronomical things discovered in the sky. A way we can study these stellar objects is examining the emitted light, the absorbed light or the reflected light for them. These lights are known for the humanity for many generations ago whenever we observe the night sky we can see some shine points called for stars. The light's investigation from the stars is necessary to understanding the star characteristics and particulars, this is the objective of the stellar astrophysics study. This paper has like main objective to make an introduction towards the stellar astrophysics, showing basic concepts based in the Modern Physics that can help to understanding and studies related with emitted light from the stars, allowing us to make an analysis since your formation to evolution. These concepts are the base for the beginning to studies related to stellar astrophysics. Through this bibliographic study, it is concluded that it is important to study Modern Physics to understand the physical concepts involved in the study of the origin and evolution of stars.

Keywords: stars, Modern Physics, light and stellar astrophysics.

* Aluna de Graduação em Licenciatura em Física na Universidade Estadual da Paraíba – Campus I.
Email: ingrid.fisica@hotmail.com.

1. INTRODUÇÃO

De acordo com Santiago et al. (2009, p. 34) “A Astronomia vive quase exclusivamente da luz captada dos objetos celestes. E através da luz por eles emitida, refletida ou absorvida que tiramos informações sobre os astros”. Essa relação é indispensável, precisamos entender melhor o que é a luz como objeto de estudo da astronomia.

Ao observamos o céu durante a noite vemos as estrelas, aqueles pequenos pontos de luz brilhantes, pode ser difícil perceber o seu significado em responder muitas perguntas da humanidade.

Segundo Picazzio (2011, p.177)

Estudar as estrelas ajuda a compreender nossas origens e também nosso destino, pois estamos abrigados em um sistema planetário que pertence a uma estrela, o Sol. Conhecer as características das estrelas e a sua evolução, permite decifrar o passado e prever o futuro do Sol. Além disso, as estrelas encontram-se em condições físicas que nenhum laboratório reproduz, como por exemplo, o ambiente que permite a síntese dos elementos químicos e a produção de energia, indispensáveis à vida na Terra.

Aqueles pequenos pontos de luz no céu são esferas de gás muito quentes, que emitem sua radiação para o espaço. A radiação emitida por um corpo devido à sua temperatura é chamada de radiação térmica, todos os corpos, sem exceção, emitem radiação sobre a forma de ondas eletromagnéticas, quanto maior a temperatura do corpo, maior o nível de vibrações, e maior a quantidade de energia irradiada em todos os comprimentos de onda.

De acordo com Napoleão (2018, p. 104) “Ao observá-lo casualmente a olho nu, nossa primeira percepção provavelmente será que as estrelas não são todas iguais: tanto seu brilho aparente como suas cores são diferentes entre si”.

As estrelas emitem maior parte da sua radiação na região do espectro visível ou do infravermelho, podendo as mais quentes emitir no domínio do ultravioleta, sabendo disso, podemos tirar duas propriedades que são de interesse imediato: a sua cor e o seu brilho.

A cor de uma estrela é determinada pela temperatura em que se encontra a sua superfície (quanto mais quente for um objeto, mais azul será a radiação por ele emitida), enquanto que o seu brilho é determinado pela quantidade de radiação que ela irradia por segundo, através de toda a sua superfície, ou seja, o brilho de uma estrela em geral depende do comprimento de onda em que a estrela é observada. A luminosidade de uma estrela é a potência que ela é capaz de gerar no seu interior, em geral através de reações nucleares de fusão.

Variando muito em termos de luminosidade, tamanho e centenas de milhares de vezes mais brilhante que o nosso sol, se conhecemos a distância a estrela, podemos determinar sua luminosidade a partir da medida de seu brilho, utilizando a fotometria. As imagens astronômicas são em geral muito belas, mas a maioria dessas informações vem através do seu espectro, tal espectro decomposto em comprimentos de onda.

Diante disso, este trabalho objetivou-se em apresentar uma introdução sobre os estudos relacionados a astrofísica estelar, onde serão apontados os métodos utilizados e toda a parte física envolvida na realização dos estudos.

2. ESPECTROSCOPIA

A espectroscopia é o estudo da luz quando esta sofre difração e se divide em diversas cores, conhecidas como espectro. Ao examinarmos estas diferentes cores, podemos determinar algumas propriedades do objeto que está sendo estudado, elas refletem o seu estado energético. Essa forma de analisar a luz viabiliza a determinação de quais elementos diferentes compõem a matéria do objeto em estudo. Além disso, a espectroscopia analisa a interação entre qualquer matéria e radiação. Uma das áreas onde a espectroscopia é empregada é a Astrofísica Estelar, com a finalidade de determinar a composição das estrelas e de outros corpos celestes, já que a distância que nos separa de tais objetos, impede a análise dos mesmos.

A luz pode se comportar como uma onda, por isso relacionamos diferentes comprimentos de onda com as diferentes cores. Ao examinarmos o espectro de radiação podemos enxergar um espectro contínuo ou discreto, quando nos referimos ao espectro contínuo, ele pode se encontrar em todos os comprimentos de onda, no discreto tem-se picos de linhas brilhantes ou fortes para determinados comprimentos de ondas, conforme a figura 1.

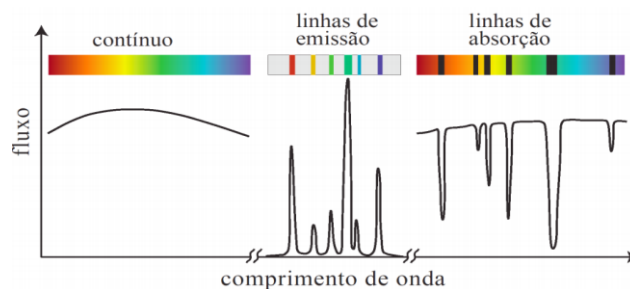
Figura 1 - Espectro contínuo e discreto (emissão e absorção)



Fonte: https://fenix.ciencias.ulisboa.pt/downloadFile/2251937252639072/Aula_EspecAtomica_Ver16_2017_18.pdf

Visualizando o espectro de radiação discreto, observar-se a formação de picos de linhas brilhantes, chamadas de espectro de emissão, porém quando os picos são muito escuros, tem-se espectro de absorção. Podemos ver que o espectro contínuo está contido em todos os comprimentos de onda, já o de emissão ele vai nos fornecer a composição química dos elementos a partir da radiação emitida e no de absorção teremos a composição química do elemento que absorveu a radiação, sendo assim as linhas espectrais nos fornecem uma “impressão digital” do elemento químico que a produziu, conforme pode ser visto na figura 2.

Figura 2 - Picos



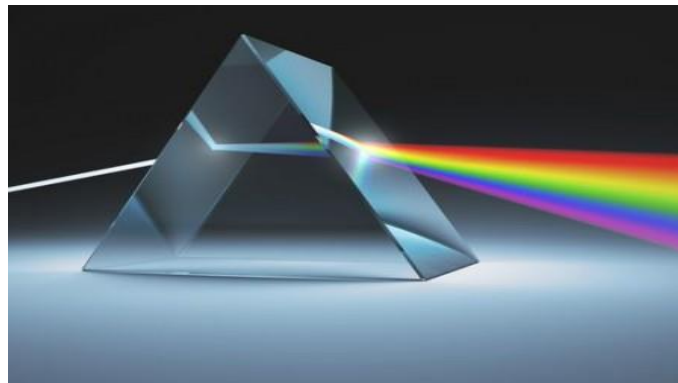
Fonte: http://www.astro.iag.usp.br/~aga210/pdf/roteiro6_radiacao.pdf

A parte da espectroscopia que estamos interessados em estudar está relacionada aos espectros de absorção e emissão da radiação. Podemos utilizá-la como ferramenta para examinar objetos distantes como as estrelas, tendo em vista que tais espectros são como a assinatura das estrelas. Pois devido a distância que estamos desses corpos só conseguimos, até o momento, observar a sua emissão de radiação eletromagnética. Com o auxílio da espectroscopia podemos obter a composição química, temperatura, tamanho, luminosidade e estrutura dos objetos astronômicos.

2.1 Evolução histórica do estudo da espectroscopia

De acordo com Filho e Saraiva (2017), por volta de 1665 Isaac Newton (1643 -1727) demonstrou que a luz branca ao passar por um prisma se decompõe em luz de diferentes cores, formando assim um espectro como o arco-íris, conforme ilustra a figura 3.

Figura 3 – Espectro da luz branca.

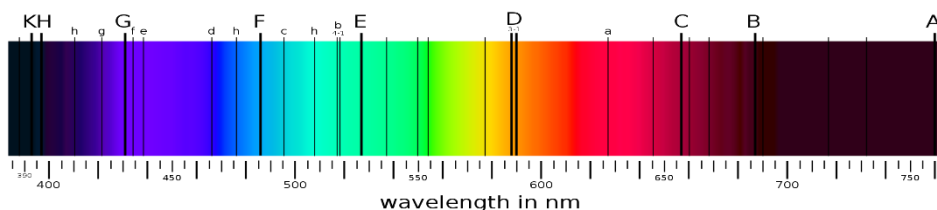


Fonte: <https://www.infoescola.com/fisica/espectro-eletromagnetico/>

Em 1800 durante seus estudos, Willian Herschel estava interessado em medir a quantidade de calor associada a cada cor que compõem a luz branca. Para isto, ele fez a luz solar atravessar um prisma e usando termômetros com bulbos pretos mediu a temperatura nas diferentes faixas coloridas do espectro. Ele percebeu que a temperatura crescia no sentido do comprimento de onda do vermelho, então posicionou o termômetro um pouco além da parte vermelha do espectro, em uma região aonde não havia incidência de luz visível e percebeu que o termômetro media uma temperatura mais alta que as demais. Herschel concluiu então que deveria haver outro tipo de luz o qual não podia ser visto nesta região, esta luz ele chamou de infravermelho.

Já no início do século XIX, Joseph Von Fraunhofer (1787-1826), fabricante de lentes, prismas e diversos instrumentos de vidro, observou que o espectro do sol apresentava um grande número de linhas escuras (linhas de Fraunhofer) como mostra a figura 4. Classificou cerca de 324 linhas, nas quais ele classificou de A à K, seguindo a ordem de comprimento de onda, sendo estas escritas em letras maiúsculas, quando fortes e as mais fracas escritas em letras minúsculas.

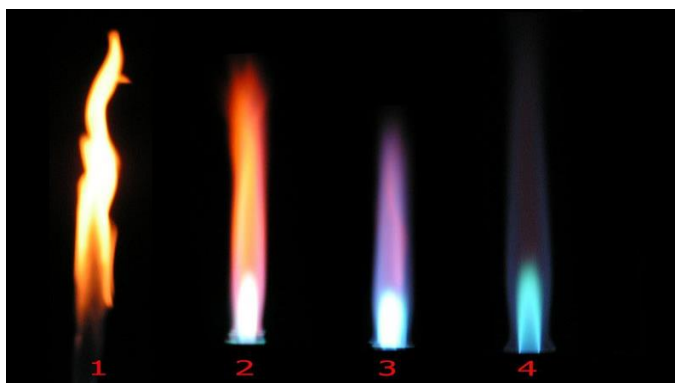
Figura 4 – Linhas de Fraunhofer



Fonte: <https://sciencenotes.org/today-science-history-march-6-joseph-von-fraunhofer/>

Em 1856, Robert W. Bunsen (1811-1899), estava investigando a possibilidade de analisar sais segundo as cores que eles emitem ao serem queimados. Com este objetivo ele havia desenvolvido um instrumento que hoje é conhecido como Bico de Bunsen. Neste instrumento vaporiza-se algum material que é queimado na chama incolor e por conta disso acaba emitindo cores características do elemento químico, conforme figura 5.

Figura 5 – Bico de Bunsen



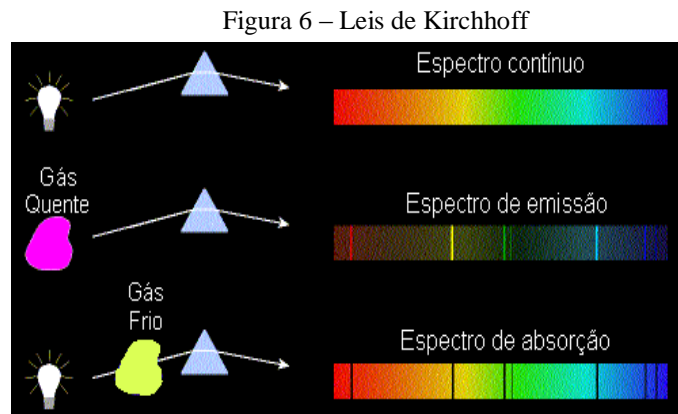
Fonte: https://pt.wikipedia.org/wiki/Bico_de_Bunsen#/media/Ficheiro:Bunsen_burner_flame_types.jpg

Segundo Filho e Saraiva (2017) por seus métodos de análise mais precisos, Gustav. R. Kirchhoff (1824-1887) chamou a atenção de Bunsen, que o convidou para ser seu colaborador. Kirchhoff tinha como ideia analisar o espectro de emissão das substâncias queimadas no bico de Bunsen, cuja chama colorida obtida seria melhor observada se passado através de um prisma e um conjunto de lentes, dando origem ao primeiro espectrógrafo. A partir dessa técnica os dois conseguiram visualizar diversas substâncias sob a chama do bico de Bunsen, e visualizaram que cada elemento produzia linhas brilhantes em diferentes posições do espectro.

Então, Kirchhoff e Bunsen concluíram que cada elemento químico produzia suas próprias linhas de emissão, o que significava que, vistos através de um espectroscópio, cada substância tinha uma espécie de código de cores próprio, inconfundível. Apesar de terem feito grandes avanços no desenvolvimento da espectroscopia quanto a observação do espectro de vários elementos, as linhas observadas pelos dois eram linhas brilhantes, ao contrário das linhas observadas por Fraunhofer, que eram linhas escuras.

Para explicar a diferença entre as linhas brilhantes de alguns elementos e as linhas escuras da luz do Sol, Kirchhoff e Bunsen começaram a fazer comparações entre as linhas escuras do espectro do Sol e as linhas brilhantes produzida por diversos elementos. Por exemplo, Kirchhoff percebeu que as duas linhas amarelas emitidas por chamas contendo Sódio (Na) pareciam corresponder as duas linhas escuras, denominadas de linhas "D" por Fraunhofer.

A partir de suas observações Kirchhoff formulou três leis básicas sobre a espectroscopia, a primeira nos diz que se um corpo opaco quente, seja sólido, líquido ou gasoso, produz um espectro contínuo, a segunda que qualquer gás transparente produz um espectro de linhas brilhantes, ou seja, linhas de emissão cuja quantidade e posições (comprimentos de onda) dependem dos elementos químicos presentes no gás, e a terceira se a luz de um corpo opaco passar por um gás com temperatura mais baixa, o gás frio absorve determinadas cores, produzindo linhas escuras, chamadas de linhas de absorção cuja quantidade e posições depende dos elementos químicos presentes no gás, como nos mostra a figura 6.



Fonte: <http://astro.if.ufrgs.br/rad/espec/espec.htm>

Mas o que representam essas linhas? Os elétrons ao serem excitados mudam de níveis ou camadas de energia, com isso ao retornar emitem fótons que criam o que são chamamos de linhas espectrais.

Para compreendermos mais sobre a origem e formação dessas linhas espectrais, precisamos partir dos estudos realizados por E. Rutherford (1871-1937), Johannes W. Geiger (1882-1945) e E. Marsden (1889-1970), e viram que ao bombardear partículas alfas em folhas de ouro 1 a cada 2000 partículas incidentes eram refletidas na mesma direção de incidência assim demonstrando que os átomos são compostos por um pequeno núcleo com cargas positivas e rodeado de elétrons com carga negativa. De acordo com Filho e Saraiva (2017 p. 221)

Esses elétrons não poderiam estar parados, pois eles cairiam em direção ao núcleo devido à atração coulombiana. Rutherford propôs que os elétrons estariam girando em torno do núcleo em órbitas circulares. No entanto, isso não resolvia o problema da estabilidade do núcleo, pois cargas elétricas aceleradas emitem energia, e a perda de energia faria os elétrons espiralarem rapidamente em direção ao núcleo, emitindo radiação em todos os comprimentos de onda e tornando os átomos instáveis.

Max Planck (1858-1947) desenvolveu um modelo no qual a matéria emite radiação em pacotes de energia que ele denominou de quanta¹. Podemos dizer que a quantização da energia surgiu dessa tentativa de Planck em explicar a radiação emitida por um corpo negro. Onde a energia emitida é proporcional a frequência da radiação e está ainda varia de acordo com valores discretos ou descontínuos, ou seja, múltiplos inteiros de um valor mínimo. Temos então a equação que representa a quantização de energia proposta por Planck.

¹ Plural de quantum que é a menor quantidade de energia que pode ser absorvida ou emitida como radiação eletromagnética por um corpo.

$$E = h f \quad 2.1$$

Onde E é a energia, h a constante de Planck, cujo valor é $h = 6,63 \times 10^{-34} \text{ J s}$ e f a frequência.

Mas isso só foi possível quando se percebeu que as leis da mecânica clássica não eram aplicadas nos corpos microscópicos e sim em corpos macroscópicos, dando assim o pontapé para o surgimento da mecânica quântica.

Em 1905 Albert Einstein (1879-1955) sugeriu que a luz é constituída de pacotes de energia ou quantum de energia, ideia similar apresentada por Planck. Estes pacotes de energia são considerados partículas de luz dotadas de energia cinética e momento linear, tendo em vista que o efeito fotoelétrico somente pode ser explicado através do caráter corpuscular da luz, onde os fótons colidem com os elétrons transmitindo-lhes energia e momento linear.

Fazendo assim ressurgir a teoria corpuscular da luz através dos fótons, onde cada fóton possui uma energia que podemos encontrar com auxílio da equação 2.2, essa energia é capaz de interagir com a matéria.

$$E = h f = \frac{hc}{\lambda} \quad 2.2$$

Sendo c a velocidade da luz e λ o comprimento de onda.

Em 1913 Niels Bohr (1885-1965) introduziu a ideia de quantização em seu modelo atômico corrigindo o modelo planetário de Rutherford. No átomo de Bohr, os elétrons poderiam ocupar órbitas permitidas ou estados estacionários, cuja energia variava de acordo com valores discretos ou múltiplos inteiros de um valor mínimo. Para mudar de órbita o elétron deve absorver energia, o fóton, e para retornar a órbita original é necessário emitir energia, outro fóton.

Para que não houvesse contradição, Bohr propôs alguns postulados, o primeiro nos diz que o elétron pode se mover em determinadas orbitas sem irradiar energia, essas orbitas são chamadas de orbitas estacionárias onde momento angular do elétron em torno do núcleo é múltiplo de $h/2\pi$ e o segundo postulado fala que o elétron irradia quando salta de um estado estacionário para outro mais baixo. Em 1924, Louis Victor (1892 -1987) - Príncipe de Broglie – durante a sua tese de doutorado, mostrou que o momentum de um fóton é dado por:

$$p = \frac{h}{\lambda} \quad 2.3$$

Sendo p o momentum de um fóton, h é a constante de Planck e λ o comprimento de onda.

3. FOTOMETRIA

Até a idade média o único meio de fazer observações era através olho humano, no começo do século XVII, veio a invenção dos telescópios, com Galileu, já no final do século XIX, iniciou-se a fotografia astronômica, depois disso nas últimas décadas muitos métodos são utilizados para estudar a radiação eletromagnética no espaço.

A técnica mais usada para medir magnitudes, fluxo e cores das estrelas é a fotometria, nas décadas 1970 -1980 a fotometria era realizada principalmente com detectores chamados fotômetros fotoelétricos. Com o avanço das tecnologias essa detecção passou a ser feita com tecnologia digital, com o auxílio das câmeras CCD (*Charge Coupled Device*). Seu funcionamento se dá por meio da passagem da luz da estrela por um sistema de filtros antes

que ela chegue ao detector, sendo que cada um desses filtros só deixar passar a radiação correspondente a uma faixa de comprimento de onda específico, esse conjunto é chamado de sistema fotométrico.

O sistema de filtros mais utilizado é o sistema UBVR (Ultravioleta, Blue, Visual, Red, Infrared), evolução do sistema UB (Ultravioleta, Blue, Visual), usado em 1953 por H. Johnson (1921-1980) e William Morgan (1906-1994), onde cada uma das letras corresponde a inicial em inglês das palavras que indicam o comprimento de onda analisado, conforme tabela 1.

Tabela 1 - Filtros do sistema fotométrico UBVR.

Filtro	Cor	λ_{max} (Å)
U (<i>Ultraviolet</i>)	Ultravioleta	3600
B (<i>Blue</i>)	Azul	4400
V (<i>Visual</i>)	Visual	5500
R (<i>Red</i>)	Vermelho	7000
I (<i>Infrared</i>)	Infravermelho	8800

Fonte: COX, 1999.

Quando coletamos e analisamos a luz das estrelas podemos conhecer mais propriedades além do seu brilho e cor, tais como sua composição química, densidade, estrutura interna e temperatura.

3.1 Radiação de corpo negro

Podemos dizer que todo corpo emite e absorve radiação, quando a temperatura do corpo é maior que a do ambiente onde ele se encontra, a taxa de emissão será maior que a taxa de absorção. Essa radiação que o corpo emite em qualquer temperatura, é o que chamamos de radiação térmica.

De acordo com Resnick e Eisberg (1998), todo corpo que emite um espectro de radiação que depende apenas de sua temperatura e não de sua composição é considerado um corpo negro. Este tipo de corpo absorve toda a radiação que incide sobre ele, daí a denominação corpo negro.

Cada corpo emite um espectro que depende da sua temperatura, sendo assim os corpos com própria luminosidade tem altas temperaturas, já os corpos que estão a temperaturas usuais são visíveis para nós pela radiação que eles refletem e não pela luz que eles emitem.

Para medirmos a relação entre a temperatura e o espectro de radiação emitida utilizamos um aparelho chamado de pirômetro ótico, que é um tipo de espectrômetro que permite estimar a temperatura de um corpo, por exemplo de uma estrela por meio da observação de sua cor, ou composição de frequência da radiação térmica por ele emitido.

Os corpos negros emitem a radiação térmica com mesmo espectro quando estão em uma mesma temperatura. A distribuição espectral da radiação de um corpo negro é especificada pela quantidade $R_T(f)$, chamada radiância espectral, que é igual a energia emitida por unidade de tempo em radiação de frequências no intervalo $[f, f + df]$ por unidade de área de uma superfície a uma temperatura absoluta T.

Portanto, um corpo negro, além de ser um absorvedor perfeito, é também um emissor perfeito. Desde então muitos experimentos tentaram medir seu espectro, isto é, como sua intensidade varia com a frequência.

3.1.1 Lei de Stefan-Boltzmann

Em 1879 Stefan observou experimentalmente que a radiância espectral emissiva R de um corpo negro é proporcional à quarta potência de sua temperatura absoluta. Esta lei, conhecida como a “lei de Stefan-Boltzmann” pode ser escrita como:

$$R_T = \sigma T^4 \quad 3.1$$

onde $\sigma = 5,67 \times 10^{-8} \text{ W} / \text{m}^2\text{K}^4$ (“constante de Stefan-Boltzmann”) e T a temperatura absoluta.

Caso um corpo não seja um irradiador ideal ele também obedecerá a lei de Stefan-Boltzmann porém com um coeficiente $\varepsilon < 1$, sendo assim:

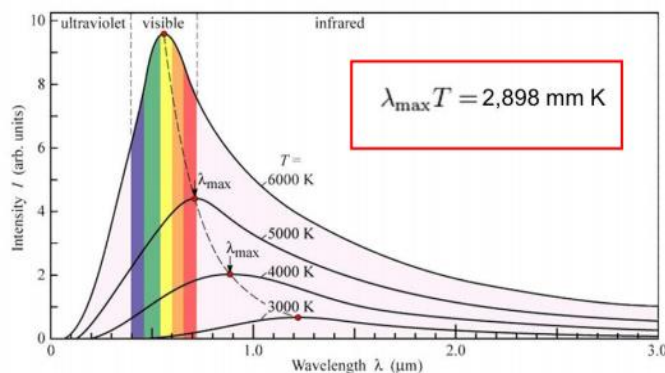
$$R_T = \varepsilon \cdot \sigma \cdot T^4 \quad 3.2$$

De acordo com a equação 3.2 podemos perceber que a energia emitida por um corpo negro varia, isso significa um aumento modesto de temperatura com uma grande produção de energia, a luminosidade de uma estrela só depende de seu raio e sua temperatura.

3.1.2 Lei de deslocamento de Wien

De acordo com Llewellyn e Tipler (2014), o espectro de intensidade da energia irradiada por um corpo depende da variação do comprimento de onda e da temperatura que ele emite. Quando aumentamos a temperatura do corpo aumentamos também a quantidade total de radiação emitida e sua intensidade de energia máxima desloca-se para comprimentos de ondas menores, conforme nos mostra a figura 7.

Figura 7 – Lei de deslocamento de Wien



Fonte: http://www.astro.iag.usp.br/~aga210/pdf_2017b/Roteiro6_2017.pdf

Em 1893, Wilhelm Wien demonstrou que o comprimento de onda máximo para esse caso era inversamente proporcional à temperatura absoluta (medida em Kelvin) do corpo:

$$\lambda_{max} T = 2,90 \cdot 10^{-3} \text{ m K} \quad 3.3$$

Esta relação, conhecida como Lei do Deslocamento de Wien, mostra que o comprimento de onda máximo da radiação emitida pelo corpo está ligado à sua temperatura, desse modo, quando aumentamos a temperatura de um corpo negro, o máximo de sua emissão se desloca para as regiões de menor comprimento de onda e vice-versa. A partir disso se soubermos o comprimento de onda emitida por um corpo, podemos calcular a sua temperatura.

3.2 Fluxo

Ao observamos uma fonte de radiação, o que medimos não é a intensidade emissiva, mas o fluxo de radiação. Ao contrário da luminosidade e da intensidade que não variam com a distância, o fluxo de radiação cai com o quadrado da distância de forma que o fluxo que chega é menor que o na superfície do astro. Para uma superfície de uma estrela esférica de raio R , o fluxo na sua superfície será:

$$F(R) = \frac{L}{4\pi R^2} \quad 3.4$$

sendo L , a luminosidade intrínseca, ou seja, a energia total emitida pelo tempo em todas as direções, portanto:

$$L = 4R^2 \int F(f)df \quad 3.5$$

Então o fluxo da estrela a uma distância r será:

$$F(r) = \frac{L}{4\pi r^2} \quad 3.6$$

De acordo Filho e Saraiva (2017), o fluxo integrado sobre toda a superfície da estrela, e a luminosidade da estrela pode ser obtida diretamente multiplicando o fluxo dela proveniente pela área sobre a qual o fluxo se distribui, integrado sobre todas as frequências.

$$L = 4\pi r^2 F(r) \quad 3.7$$

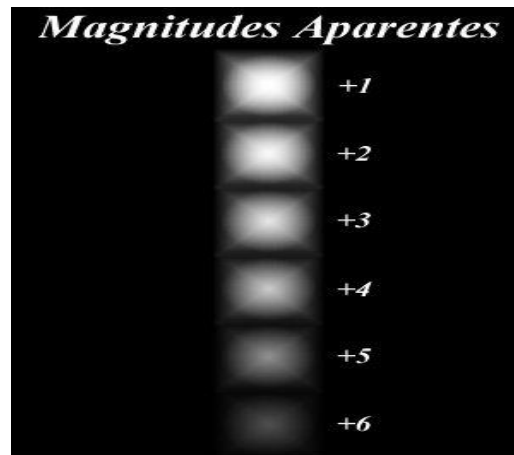
Onde L e a luminosidade da estrela, r é a distância e $F(r)$ o fluxo.

3.3 Magnitudes

Quando olhamos para o céu estrelado, cada pontinho daquele parece brilhar de forma diferente e com intensidades diferentes. Algumas tem o brilho mais intenso e outras são tão pálidas que as vezes não conseguimos enxergar muito bem.

Um sistema de magnitude utilizado para medir o brilho aparente das estrelas, planetas e outros corpos celestes, foi desenvolvido em 129 a. C por Hiparco (190 -120 a.C), que catalogou cerca de 850 estrelas devidamente descritas levando em conta o seu brilho. No sistema utilizado por Hiparco ele classificou as estrelas mais brilhante no céu como sendo de grandeza 1 até as mais fracas que estavam no limite de nossa visão de grandeza 6, sendo assim, números inteiros em ordem decrescente de 6 a 1, conforme demonstra a figura 8.

Figura 8 – magnitudes aparentes



Fonte: http://www.geocities.ws/lumini_astronomia/LUMINI_ASTRONOMIA_ARTIGOS/Estrelas_da_Sequencia_Principal.html

Provavelmente naquela época o brilho das estrelas estava associado ao tamanho, o que sabemos hoje que não é verdade, fazendo o termo grandeza ser substituído pelo termo magnitude.

No século XIX os astrônomos haviam desenvolvido os meios tecnológicos para medir objetivamente o fluxo de uma estrela, no entanto, resolveram refinar o sistema existente e torná-lo mais quantitativo. Atualmente, com a grande precisão dos instrumentos de medição, a magnitude pode também assumir valores fracionados, ou ainda ser negativo no caso dos objetos mais brilhantes do que uma estrela de magnitude 1 ou mesmo maior que 6 se for muito fraca, como podemos observar os exemplos na tabela 3.

Tabela 3 – Exemplos de magnitudes aparentes.

Nome da Estrela	Magnitude Aparente	Distância da terra (anos-luz)
Sol	- 26,72	0,000016
Sirius	-1,46	8,6
Canopus	-0,72	74
Rigel Kentaurus	-0,27	4,3
Arcturus	-0,04	34
Veja	0,03	25
Capella	+0,08	41
Rigel	+0,12	900
Betelgeuse	+0,7	1500
Altair	+0,77	16
Próxima Centauri	+11,05	4,3

Fonte: Observatório Nacional.

Sabemos que o olho não é exatamente um detetor logarítmico, a magnitude sobre a qual falamos também chamada de magnitude aparente está relacionada ao fluxo (F) de um objeto medido por nós.

Fazendo uma relação entre a magnitude aparente (m) de uma estrela e sua magnitude absoluta (M), esta última é a magnitude que a estrela teria se estivesse localizada a uma

distância de 10 pc^2 , podemos determinar sua distância. Na verdade, a relação entre magnitude aparente, magnitude absoluta e distância nada mais é do que a lei de variação de brilho pelo quadrado da distância expressa em escala logarítmica. Esta relação pode ser expressa matematicamente pela equação:

$$m = M + 5 \log d - 5 \quad 3.8$$

Desse modo, podemos observar que uma diferença de 5 magnitudes correspondia a um fator de exatamente 100 vezes em fluxo, podemos então dizer que nossos olhos captam razões iguais de fluxo como intervalos iguais de brilho. Relacionando com a escala de magnitudes, um intervalo de 1 magnitude corresponde a um fator de $100^{1/5}$, ou aproximadamente 2.512 em fluxo. Utilizando a equação proposta por N. Pogson em 1856, teremos então:

$$m = -2,5 \log F + c \quad 3.9$$

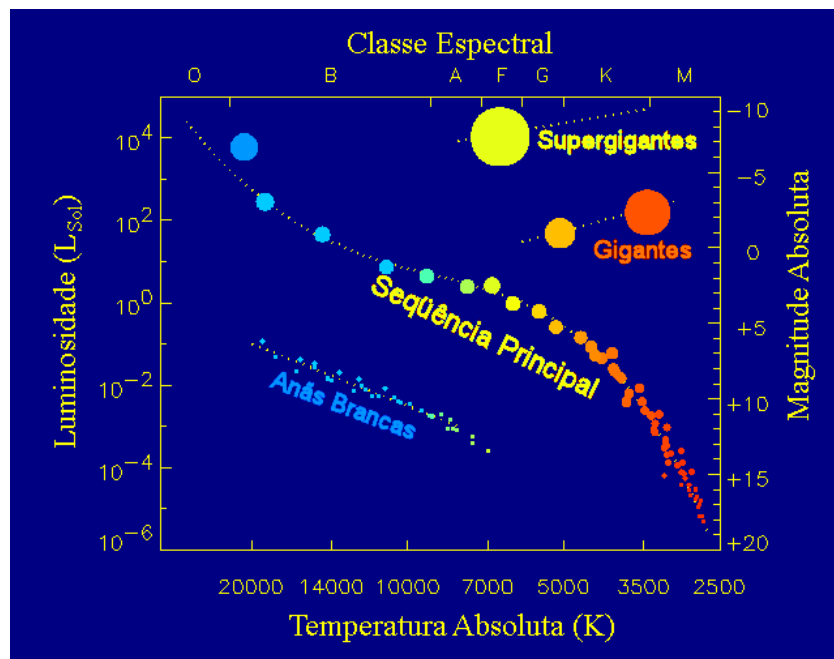
c é a constante que define o ponto zero da escala.

De fato, uma estrela de sexta magnitude é cerca de 100 vezes menos brilhante que uma de magnitude 1, mas somente 2.5 vezes menos brilhante que uma estrela de magnitude 5.

4. O DIAGRAMA DE HERTZSPRUNG-RUSSELL

Conhecido como diagrama HR, ele apresenta a relação existente entre a luminosidade de uma estrela e sua temperatura efetiva de acordo com o tipo espectral que, como vemos na figura 9, varia de O a M, será abordado posteriormente.

Figura 9- Diagrama HR



Fonte: http://www.if.ufrgs.br/fis02001/aulas/aula_diahr.htm

² Parsec (pc): distância de um ponto cuja paralaxe é de 1"

Note que na figura 9, as escalas não são lineares, na verdade, ambos os eixos são dimensionados logaritmicamente para acomodar a enorme extensão de luminosidades estelares. As estrelas quentes ocupam o lado esquerdo do diagrama, estrelas frias estão no lado direito. Estrelas luminosas estão no topo e as de baixa luminosidade embaixo. Nosso Sol é uma estrela ordinária e se encontra na parte do meio.

O diagrama HR é um instrumento essencial para o estudo da evolução estelar. Estrelas iniciam sua evolução na sequência principal, tornam-se gigantes ou supergigantes e se extinguem como anãs brancas ou em casos mais raros de forma explosiva e peculiar.

5. ESTRELAS DA SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Quando examinamos como se distribuem os pontos correspondentes às estrelas no diagrama HR algo notável aparece: os pontos não se distribuem aleatoriamente por todo o diagrama. Ao contrário, eles tendem a se concentrar em algumas regiões definidas. A maioria das estrelas, incluindo o nosso Sol, ficam numa faixa que corre mais ou menos diagonalmente pelo diagrama. Esta faixa é denominada Sequência Principal (SP), e as estrelas que aí se localizam são chamadas de estrelas da Sequência Principal, é importante lembrar que as estrelas passam a maior parte de suas vidas na SP.

Na SP, as estrelas que têm maior massa são as mais brilhantes e, portanto, mais azuis e mais quentes superficialmente. Ao contrário, as estrelas de menor massa são as menos brilhantes e, portanto, mais vermelhas e mais frias. As massas das estrelas na sequência principal variam bastante. Uma fração considerável de estrelas tem massas entre 0,1 vezes a 10 vezes a massa do Sol.

Outro ponto que temos que entender é que as estrelas da SP produzem a energia que irradiam através de reações nucleares muito semelhantes às que ocorrem durante a explosão de uma bomba-H: convertendo núcleos de hidrogênio em núcleos de hélio. Cerca de 80% da massa destas estrelas está na forma de hidrogênio, de modo que fica claro que elas têm combustível para passar muito tempo na Sequência Principal. No entanto, estrelas de maior massa passam um tempo menor na SP, como são mais brilhantes, para elas manterem sua temperatura e a alta luminosidade é necessária uma maior queima de hidrogênio. Quando ocorre a diminuição do hidrogênio, o “combustível” no núcleo das estrelas, elas começam a sair da Sequência Principal, elas então irão se expandir. Causando assim um desequilíbrio nas forças que antes mantinha a estrela em equilíbrio hidrostático, forças que atuando no interior da estrela têm que ser compensadas, já que a força resultante não nula implica em movimento, causando mudanças na estrutura, ou seja, um resfriamento com mudança na cor da estrela, assim elas se transformarão em estrelas gigantes vermelhas.

Se observamos acima da SP, encontramos as estrelas gigantes vermelhas, estas estrelas são esferas distendidas de gás – algumas vezes chegam a ser maiores que a órbita da Terra em torno do Sol - frias e luminosas. Embora a sua temperatura superficial seja baixa, a sua área é tão grande que faz com que tenham altíssima luminosidade, de centenas a milhares de vezes superior que à do Sol.

As gigantes vermelhas são estrelas que já esgotaram boa parte de suas reservas de hidrogênio: como podem emitir tanta energia para serem assim tão luminosas? Estas estrelas deixaram a SP e agora as suas regiões centrais estão se contraindo, na busca de fontes alternativas de energia nuclear. Nesta contração, uma parte da energia potencial gravitacional contida na estrela é liberada. É esta energia que provê a sua luminosidade. Mas isto somente por um curto período, até que outros “combustíveis” nucleares possam entrar em “ignição”.

6. CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL

Depois de Fraunhofer ter observado que as estrelas continham espectros de linhas escuras, investigações mais aprofundadas dos espectros feitas por William Huggins (1824-1910) e por Angelo Secchi (1818-1878) notaram que os espectros não eram todos iguais, quando comparados com o do sol (FILHO E SARAIVA, 2017).

Atualmente utilizamos a classificação desenvolvida pelo observatório de Harvard, essa classificação está em função decrescente da temperatura, as estrelas recebem a seguinte denominação: **O, B, A, F, G, K** e **M**, chamadas também de classes ou tipos espectrais, pois caracteriza a estrela de acordo com o seu espectro eletromagnético, como mostra a tabela 3. Existem vários tipos de estrelas, que podem ser diferenciadas pela massa, luminosidade e composição química.

Tabela 3 -Classificação espectral das estrelas

Tipo Espectral	Cor	Temperatura Superficial (K)	Exemplos
O	Azul	30.000	Mintaka (O9)
B	Azulada	20.000	Rigel (B8)
A	Branca	10.000	Vega (A0) Sirius (A1)
F	Amarelada	7.000	Canopus (F0)
G	Amarela	6.000	Sol (G2) Alfa Cen (G2)
K	Laranja	4.000	Arcturus (K2) Aldebaran (K5)
M	Vermelha	3.000	Betelgeuse (M2)

Fonte: <http://telescopiosnaescola.pro.br/aga215/cap10.pdf>

Cada linha escura no espectro de uma estrela está associada a presença de um elemento químico, estrelas com linhas espectrais diferentes possuem elementos diferentes, mas a composição química geral das estrelas é praticamente igual, cerca de 90% de hidrogênio e 10% de hélio, é a temperatura que determina o espectro da estrela, tais linhas tem origem quando há transição entre níveis de energia.

6.1. Classificação de luminosidade

Tendo em vista a relação entre luminosidade e raio de uma estrela, podemos notar que quão maior for seu raio maior será sua luminosidade. Assim podemos conhecer a luminosidade de uma estrela pelo seu espectro pois, a largura das linhas espectrais de acordo com FILHO e SARAIVA (2017 p.233) depende fortemente da gravidade superficial, que é diretamente relacionada à luminosidade.

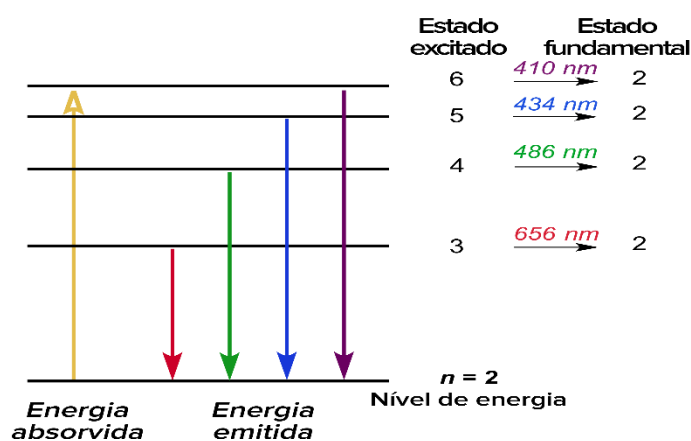
Então podemos fazer a relação de quanto maior a gravidade superficial, maior será a pressão e conseqüentemente o número de colisões entre partículas será maior, e ainda, essas colisões perturbam os níveis de energia dos átomos fazendo com que eles absorvam fótons de energia, sendo gerado o efeito de linhas de absorção alargadas.

As linhas espectrais nos permitem determinar os elementos químicos presentes em uma estrela, mas nem sempre todas as estrelas que possuem a mesma composição química (espectro) vão ter a mesma temperatura. Sabemos que de acordo com a estrutura do átomo de

hidrogênio proposta por Bohr, os átomos que estão na atmosfera da estrela possuem elétrons que se encontram em vários níveis de excitação. Ao relacionarmos com a temperatura, os elétrons com baixa temperatura tendem a permanecer em seu estado fundamental, assim sendo possuem baixa energia. Conforme a temperatura vai aumentando os elétrons passarão para o segundo nível, ficando disponíveis para transições, as linhas de Balmer (figura 10) para o hidrogênio tornam-se mais forte no espectro da estrela.

Se continuarmos a aumentar a temperatura, esse processo continuará a ocorrer, mais elétrons passarão aos estados excitados indo para os níveis superiores, havendo assim menos elétrons disponíveis para as transições a partir do segundo nível. Com isso as linhas de Balmer irão ficar cada vez mais fracas, por consequência disso as linhas de outros elementos químicos poderão começar a ficar mais intensas como por exemplo o hélio.

Figura 10 - A série de Balmer.



Fonte: <https://pt.khanacademy.org/science/physics/quantum-physics/atoms-and-electrons/a/bohrrs-model-of-hydrogen>

Esse mesmo processo de dependência que foi explicado para o hidrogênio se aplica para qualquer outro elemento químico que esteja na atmosfera de uma estrela.

Em 1943, William W. Morgan (1906-1994), Philip C. Keenan (1908-2000) e Edith M. Kellman (1911-2007), do observatório de Yerkes, adicionaram mais seis tipos diferentes de classes de luminosidade, que tem por base as larguras das linhas espectrais do HII, são estas, Ia - supergigantes superluminosas, Ib - supergigantes, II - gigantes luminosas, III, gigantes, IV - subgigantes e V - Anãs (SP).

7. CONSIDERAÇÕES FINAIS

As estrelas não são apenas objetos brilhantes que vemos no céu, dentro de seu interior ocorrem processos de reações termonucleares que garantem que as mesmas não colapsem devido a grande massa que possuem, que determinam quanto brilho emitem e conseqüentemente a que temperaturas podem chegar, nas quais formam os elementos químicos que conhecemos hoje. Como foi dito por Carl Sagan (2017) “O nitrogênio em nosso DNA, o cálcio em nossos dentes, o ferro em nosso sangue, o carbono em nossas tortas de maçã (...). Foram feitos no interior de estrelas em colapso, agora mortas há muito tempo. Nós somos poeira das estrelas”. O nosso planeta e a vida são fruto da formação dos elementos químicos no interior das estrelas.

Como vimos, ao longo desse trabalho, podemos tomar como base teórica para entendermos as origens, características e evolução das estrelas, conceitos da Física Moderna.

A compreensão de tais conceitos auxilia a responder questões que a humanidade buscar por respostas a gerações.

É importante estudar a radiação de corpo negro, pois estrelas se comportam como um corpo negro, devido isso podemos examinar o espectro luminoso, tendo como fonte de estudo a radiação proveniente desses objetos. Para isso, compreendemos como são realizados os estudos provenientes da radiação captada por meio da espectroscopia e da fotometria, essas duas ferramentas são de extrema importância para medir e analisar a radiação emitida ou absorvida que corresponde a um comprimento de onda específico. E assim iniciar os estudos para diversos tipos de estrelas em diversos estágios evolutivos diferentes.

Por isso devemos dar mais atenção a esses conhecimentos básicos pois através deles podemos fazer um estudo introdutório para um melhor entendimento da astrofísica estelar, na qual tem como objetivo compreender a origem das estrelas e sua evolução. Compreender tais conceitos é de extrema importância para começarmos a procura pelas respostas e os mistérios que estão por trás dessas esferas de gás gigantes.

REFERÊNCIAS

ASTORINA, Bruno L'. et al. **Curso de astronomia geral do CCD-OBA**. Vol. 4: Astrofísica, 2012.

BÖHM - VITENSE, E. **Introduction to stellar astrophysics**. Cambridge: Cambridge University (1989).

CARROLL, Bradley W. OSTLIE, Dale A. **An introduction to modern astrophysics**. Pearson, 2007 - 2º edição.

FILHO, Kepler de Souza Oliveira. SARAIVA, Maria de Fátima Oliveira. **Astronomia e Astrofísica**. Porto Alegre: editora da UFRGS, 2017 - 4º edição.

LLEWELLYN, Ralph A. TIPLER, Paul A. **Física moderna**. Rio de Janeiro: LTC 2014 - 6º edição.

MILONE, André de Castro. WUENSCHÉ, Carlos Alexandre. **Introdução à astronomia e astrofísica**. São José dos Campos- SP – INPE, 2003.

NAPOLEÃO, Tasso A. J. **Astrofísica estelar para o ensino médio: uma abordagem empírica baseada na observação visual das estrelas variáveis**. 2018.

PICAZZIO, Enos. **O céu que nos envolve: introdução à astronomia para educadores e iniciantes**. [S.l: s.n.], 2011.

RESNICK, R. EISBERG, R. **Física quântica: átomos, moléculas, sólidos, núcleos e partículas**. Rio de Janeiro: Campus, 1998 - 11º edição.

RIDPATH, Ian. **Astronomia**. Rio de Janeiro: Zahar, 2014 - 4º edição.

SANTANA, Fábio Bartolomeu. **Das estrelas ao átomo: uma proposta metodológica para o ensino de física moderna no ensino médio**. 2015.

SANTIAGO, Basílio Xavier. et al. **Em casa, no universo**. Porto Alegre: UFRGS, 2009.

AGRADECIMENTOS

Primeiramente a Deus, por ter me dado toda sabedoria e conhecimento para seguir nessa caminhada.

À minha mãe, Celia Guimarães, por ter me dado um exemplo de mulher determinada e guerreira, por ter me dado educação, valores éticos e acima de tudo, por estar sempre ao meu lado, nos momentos difíceis durante a minha jornada no curso.

Aos meus irmãos, Iasmin Mariely e Ivens Emanuel, que estavam sempre presentes e me faziam ver a alegria depois de dias muito cansativos.

Ao meu esposo, Bartolomeu Clementino, que sempre me apoiou e me deu incentivo para não desistir, que me proporcionou momentos felizes e de divertimento.

Ao meu cunhado, Matheus Melo, que muitas das vezes dava suporte as minhas idas e vindas para a universidade.

À minha Orientadora e professora Deusalete Vilar, pela paciência, confiança em meu trabalho, pelo incentivo e acima de tudo pelo companheirismo e amizade que o curso nos proporcionou.

Ao Professor, Victor Hugo, que me fez enxergar se isso era realmente o que eu queria, que me ajudou dando vários conselhos durante o curso.

Aos meus amigos de curso, Ana Carolina, Valderlan Ferreira, Victoria Miguel e Márcio Barbosa que estiveram sempre junto comigo nos momentos de alegria e desespero.

Aos meus professores do departamento de física e meus colegas que sempre tiveram confiança em mim e no meu trabalho.

É com muita alegria que divido essa minha realização.

Obrigado a todos!