



Universidade Estadual de Feira De Santana
Programa de Pós-Graduação em Computação Aplicada

Mimetização de Observações Espectroscópicas de Objetos Astronômicos Extensos: uma Aplicação de Modelos Computacionais

Paulo Henrique Gomes Santana

Feira de Santana

2018



Universidade Estadual de Feira De Santana
Programa de Pós-Graduação em Computação Aplicada

Paulo Henrique Gomes Santana

**Mimetizar a Observação Espectroscópica de Objetos
Astronômicos Extensos: Uma Aplicação de Modelos
Computacionais**

Dissertação apresentada à Universidade Estadual de Feira de Santana como parte dos requisitos para a obtenção do título de Mestre em Computação Aplicada.

Orientador: Prof. Dr. Iranderly Fernandes de Fernandes

Feira de Santana

2018

Ficha Catalográfica – Biblioteca Central Julieta Carteado

Santana, Paulo Henrique Gomes
S223m Mimetizar a observação espectroscópica de objetos astronômicos
extensos: uma aplicação de modelos computacionais./ Paulo Henrique
Gomes Santana. – 2018.
43f.: il.

Orientador: Iranderly Fernandes de Fernandes
Dissertação (mestrado) – Universidade Estadual de Feira de Santana,
Programa de Pós-Graduação em Computação Aplicada, 2018.

1.Nebulosa planetária. 2.Códigos de fotoionização. 3.Linhas
espectrais. I.Fernandes, Iranderly Fernandes de, orient. II.Universidade
Estadual de Feira de Santana. III. Título.

CDU : 004:521/523

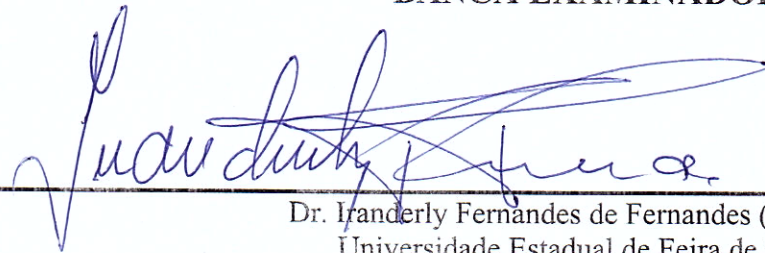
Paulo Henrique Gomes Santana

**MIMETIZAÇÃO DE OBSERVAÇÕES ESPECTROSCÓPICAS
DE OBJETOS ASTRONÓMICOS EXTENSOS: UMA
APLICAÇÃO DE MODELOS COMPUTACIONAIS**

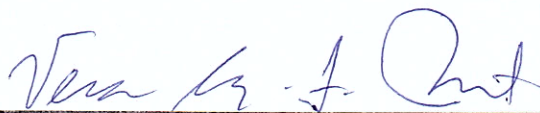
Dissertação apresentada à Universidade Estadual de Feira de Santana como parte dos requisitos para a obtenção do título de Mestre em Computação Aplicada.

Feira de Santana, 26 de setembro de 2018

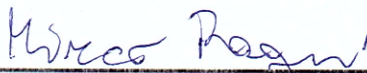
BANCA EXAMINADORA



Dr. Iranderly Fernandes de Fernandes (Orientador)
Universidade Estadual de Feira de Santana



Dra. Vera Aparecida Fernandes Martin
Universidade Estadual de Feira de Santana



Dr. Mirco Ragni
Universidade Estadual de Feira de Santana

Resumo

O objetivo deste trabalho é mimetizar a observação espectroscópica realizada em um telescópio com uma fenda de difração, ou com fibra óptica de objetos astronômicos extensos, utilizando para tal feito os códigos de simulações computacionais criados para reproduzir as condições físicas e químicas de tais regiões. As regiões estudadas foram as Nebulosas Planetárias. Então, nesta pesquisa utilizamos o código de fotoionização Cloudy, pois ele simula processos radioativos de Nebulosas Planetárias, criando espectros sintéticos para mimetizar um espectro real. Nestes espectros estudamos a intensidade das linhas espectrais responsáveis pelo resfriamento da nuvem, a saber: $\frac{[OI] 6300 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$, $\frac{[OII] 3727 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$, $\frac{[OIII] 5007 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$, $\frac{[N II] 6548 \text{ \AA} + 6584 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ e $\frac{[N III] 3869 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$. Definimos como parâmetros principais a temperatura e o raio para fazer a modelagem e observar o comportamento à medida que a temperatura e o raio variam. Temperatura utilizada no espectro sintético foi entre $1,5 \times 10^5$ até $7,5 \times 10^5$ K e o raio variando entre $1,6$ até $1,9 \times 10^{14}$ cm.

Palavras-chave: Nebulosa Planetária, Códigos de Fotoionização, Linhas Espectrais.

Abstract

The aim of this work is to mimic the spectroscopic observation carried in a telescope with a diffraction gap, or with optical fiber of extensive astronomic objects, using the codes of computational simulation – which were created to reproduce the physical and chemical conditions of the regions – to obtain this effect. The studied regions were the Planetary Nebulae. So, in this research the photoionization code used was Cloudy because it simulates the radioactive processes of Planetary Nebulae, creating synthetic spectrums to mime a real spectrum. In these spectrums we studied the intensity of the spectral lines responsible for the cooling of the cloud, namely: $\frac{[OI] 6300 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$, $\frac{[OII] 3727 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$, $\frac{[OIII] 5007 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$, $\frac{[N II] 6548 \text{ \AA} + 6584 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ e $\frac{[N III] 3869 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$. We define as main parameters the temperature and the radius to make the modeling and observe its behavior as the temperature and the radius vary. The temperature used in the synthetic spectrum was between $1,5 \times 10^5$ up until $7,5 \times 10^5$ K and the radius ranging between $1,6$ up until $1,9 \times 10^{14}$ cm.

Keywords: Planetary Nebulae, Photoionization Codes, Spectral Lines.

Prefácio

Esta dissertação de mestrado foi submetida a Universidade Estadual de Feira de Santana (UEFS) como requisito parcial para obtenção do grau de Mestre em Computação Aplicada.

A dissertação foi desenvolvida dentro do Programa de Pós-Graduação em Computação Aplicada (PGCA) tendo como orientador o Dr. Iranderly Fernandes de Fernandes

Esta pesquisa foi financiada pela Capes.

Agradecimentos

O principal agradecimento dedico a minha mãe in memorian e minhas avôs pela minha vida e pela paz nos momentos em que me encontrei incapaz de prosseguir.

Agradeço ao orientador, Prof. Iranderly, por acreditar no meu trabalho e por me orientar.

Agradeço ao professor Mitchell Revalski da Georgia State University por tirar minhas dúvidas com relação ao Cloudy gentilmente.

Agradeço aos meus colegas do PGCA pela ajuda prestativa durante a realização deste trabalho, em especial aos amigos Rogério Matias, Taís Souza, Indiara Queiroz e Jadiane de Jesus.

Agradeço à CAPES (Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior) pela concessão da bolsa durante todo o período de realização deste mestrado.

Agradeço à Universidade Estadual de Feira de Santana por me acolher como aluno desde o período da graduação.

Agradeço aos amigos Jones Oliveira, Mercia Araújo, Lisian Caroline, Maressa de Jesus e Saimon Rocha pelo apoio e carinho.

Agradeço a Moção (Daniel Pereira) ouvinte atento de algumas dúvidas, inquietações, desânimos e sucessos, pelo apoio, pela confiança e pela valorização sempre tão entusiasta do meu trabalho, dando-me, desta forma, coragem para alcançar meus objetivos. Te amo!

E, finalmente, agradeço à força superior que me fez superar obstáculos e dificuldades e concluir com êxito este mestrado.

Sumário

Abstract	i
Resumo	Error! Bookmark not defined.i
Prefácio	iii
Agradecimentos	iv
Sumário	v
1. Introdução	1
1.1 Motivação.....	2
1.2 Objetivos	2
1.4 Organização do Trabalho	3
2. Fundamentação Teórica	4
2.1 Espectroscopia.....	4
2.2 O Espectro Eletromagnético e a estrutura do átomo	6
2.3 Classificação das Estrelas.....	9
2.4 Nebulosas Planetárias - NP	10
2.5 Níveis de Energia	12
2.6 Códigos de Fotoionização	14
2.7 Cloudy	14
3. Metodologia	18
4. Resultados	20
4.1 Variação da intensidade com relação a temperatura	20
4.2 Variação da intensidade com relação ao raio	23
5. Considerações Finais	28
6. Referências Bibliográficas	29

Capítulo 1

Introdução

Existem diferentes técnicas de observação de objetos astronômicos, entre elas, as mais usadas são fotometria, polarimetria e espectroscopia, sendo as demais variações destas ou combinação das mesmas em uma nova abordagem. Neste trabalho utilizamos a espectroscopia, pois é uma técnica que serve para medir e analisar a radiação eletromagnética, e nos fornece as propriedades físicas e químicas de qualquer fonte que emitem luz na faixa do visível.

Algumas das propriedades físicas e químicas que podem ser obtidas dos espectros são densidade, temperatura, abundância química de elementos e íons, tamanho, velocidade e idade, dentre outros (Fernandes, Santos Pedreira, & Beliz, 2015). Essas medidas são resultado de uma análise empírica relacionando razões entre intensidades das linhas emitidas pelos íons presentes no gás.

Linha em emissão ou em absorção, segundo Kennicutt (1992), é produzida por um íon é resultado de transições dos elétrons que são distribuídos ao redor do mesmo entre diferentes orbitas eletrônicas. Para cada elemento químico as órbitas possuem energia bem definida e a diferença entre as mesmas é constante, ou seja, quantizada essas transições ocorrem pela troca de energia com fótons dito ser fotoionizada, ou por meio de colisões entre elétrons, ionizada por choque. Desta forma, sabemos exatamente que íon está emitindo como se fosse uma assinatura eletrônica. A intensidade dessas linhas é dependente da quantidade de íons presentes na região analisada, a sua densidade eletrônica e o volume da mesma. A variação desses parâmetros fornecerá resultados diferentes (Fernandes, Gruenwald, & Viegas, 2005).

Uma forma de estudar teoricamente esses fenômenos astronômicos é simular esses processos radioativos no computador. O código que reproduz as condições físicas, e por fim o espectro esperado de um objeto é denominado código de fotoionização. Existem hoje 6 códigos de fotoionização, a saber: Cloudy (Ferland, et al., 2013), Aangaba (ALEMAN & GRUENWALD, 2011), MOCASSIN (ERCOLANO, 2003), 3D Monte Carlo (MAK, MORTON, & WOOD, 1999), NEBU (SIMÓN-DÍAZ, 2007) e PHOTO (LEITHERER, 1996).

Com o código de fotoionização é possível fazer os cálculos de transferência radioativa, na interação da radiação com a matéria através de diversos processos, e utilizando dados atômicos de precisão, esses códigos fornecem uma descrição robusta do objeto, desde os parâmetros físicos de seu material constituinte, até a descrição da radiação transmitida e emitida pelo gás nebuloso (Faes, 2011).

1.1 Motivação

A presente dissertação é baseada no artigo (Fernandes, Gruenwald, & Viegas, 2005) com o título “Observações de fenda e cálculos empíricos para regiões HII”. Nele, foi estudada as regiões HII e erros sistemáticos gerados de derivações empíricas relacionados a temperatura do gás e a composição química. Para avaliar esse tipo de erro, usou-se o código de fotoionização AANGABA para criar espectros sintéticos, pois eles são úteis em uma grande variedade de aplicações, desde a análise de abundâncias em espectros estelares de alta resolução ao estudo de populações estelares em espectros integrados.

O código foi utilizado para criar uma região fotoionizada virtual e imitar o efeito de uma observação de fenda. Uma grade de modelos foi construída variando o espectro de radiação ionizante emitido por um grupo estelar central, bem como a abundância de gás. O brilho da superfície da linha calculada foi então usado para simular observações de fenda e derivar parâmetros empíricos usando os método da razão das linhas (Peimbert & Costero, 1969) usuais descritos na literatura. Dependendo da fração do objeto coberto pela fenda, os parâmetros físicos e a composição química obtidos empiricamente podem ser diferentes dos obtidos a partir de observações de todo o objeto.

Este efeito depende principalmente da idade do grupo estelar ionizante. As linhas de baixa ionização, que se originam nas camadas externas do gás ionizado, são mais sensíveis ao tamanho da área coberta pela fenda do que as linhas proibidas de alisamento ou linhas de recombinação, porque essas linhas são produzidas principalmente mais perto do raio interno da nebulosa. Para uma fenda que cobre 50 % ou menos da área total, as intensidades de linha medidas $[O III]$, $[O II]$ e $[OI]$ são inferiores a 78%, 62% e 58% por cento da intensidade total para uma região HII jovem.

Nessa dissertação utilizamos como parâmetros o raio e a temperatura. A Temperatura utilizada no espectro sintético foi entre $1,5 \times 10^5$ até $7,5 \times 10^5$ K pois segundo Weidenschilling (1977) são temperaturas adequadas para nebulosas planetárias. O raio definido pelo manual Hazy 01 fornecido pelo Cloudy (Ferland, 2014) variando entre 1,6 até $1,9 \times 10^{14}$ cm.

1.2 Objetivos

Mimetizar a observação espectroscópica realizada em um telescópio com uma fenda de difração, ou com fibra ótica em Nebulosas Planetárias, utilizando para tantos códigos de simulações computacionais criados para reproduzir as condições físicas e químicas de tais regiões.

Os objetivos específicos que perpassam por essa dissertação é construir os espectros sintéticos no código de fotoionização, analisar o comportamento das linhas de emissão responsável pelo resfriamento da nuvem e por último, verificar como as propriedades obtidas por meio do espectro variam conforme a percentagem da cobertura do objeto pela fenda varia.

1.3 Organização do Trabalho

Esta dissertação foi dividida em 5 capítulos, contando com a introdução. No Capítulo 2 é apresentada a fundamentação teórica sobre os temas abordados. No Capítulo 3 será apresentada

a metodologia utilizada desde parâmetros utilizados para construir os espectros sintéticos. No Capítulo 4 serão apresentados e discutidos os resultados desta pesquisa. E finalmente no Capítulo 5 serão discutidas as considerações finais sobre este trabalho, bem como as conclusões obtidas e as aplicações e sugestões para pesquisas futuras.

Capítulo 2

Fundamentação Teórica

2.1 Espectroscopia

A espectroscopia foi detectada do estudo da interação entre a matéria e a luz. A detecção desta interação é feita utilizando-se a luz visível dispersa de acordo com seu comprimento de onda. Segundo Saraiva (2004), os primeiros relatos sobre essa interação remontam de 1802, quando William Hyde Wollaston ao passar a luz por uma fenda e depois por um prisma, percebeu a existência de linhas escuras sobrepostas ao espectro contínuo (Faes, 2011). Posteriormente descobriu-se que estas linhas escuras se originam da luz do Sol absorvida em certos comprimentos de onda. Joseph Von Fraunhofer, em 1804, fabricante de instrumentos de vidro, catalogou mais de 500 linhas escuras no espectro solar, hoje denominadas linhas de Fraunhofer. Ele foi o primeiro a associar as linhas escuras como elementos da Terra, pois uma mesma linha escura observada no Sol aparece quando o sal é jogado em uma chama, com a identificação da linha do sódio, nasceu a ciência da espectroscopia.

A presença do sódio no Sol foi detectada graças à espectroscopia, um método que possibilitou detectarmos a presença de elementos em objetos distantes através da sua emissão/absorção de luz. Nesta técnica nós podemos não somente detectar sinais da presença de elementos na atmosfera estelar, mas podemos determinar sua quantidade. Muitas informações podem ser extraídas de um espectro, neste sentido, através do seu estudo, determinamos vários parâmetros estelares, tal como a temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade (Fernandes, Santos Pedreira, & Beliz, 2015).

O químico Robert Wilhelm Bunsen, e seu colaborador, o físico Gustav Robert Kirchhoff foram responsáveis pela fundamentação teórica da espectroscopia. Em 1856, Bunsen inventou o bico de gás, chamado de Bico de Bunsen, cuja vantagem era a de ter chama incolor. Assim, quando um elemento era colocado sobre a chama, as cores emitidas eram realmente da substância e não provenientes da chama.

Bunsen e Kirchhoff utilizaram um espectrógrafo (um prisma colocado na frente de um conjunto de lentes) para distinguir melhor as cores da luz das chamas analisadas e começaram a identificar linhas com os elementos químicos. A partir da observação de que o comprimento de onda da luz absorvida e emitida por um dado elemento é o mesmo, Kirchhoff determinou que 70 linhas escuras do espectro solar correspondiam a 70 linhas brilhantes emitidas por vapor de ferro, a tabela 2.1 mostra algumas destas linhas.

Tabela 2.1: Linhas identificadas por Gustav Robert Kirchhoff (OLIVEIRA & SARAIVA, 2018)

Linha	Å	Elemento	Cor
A	7594	oxigênio	Vermelho
B	6867	oxigênio	
C	6563	hidrogênio, H α	
D1	5896	sódio	Amarelo
D2	5890	sódio	
D3	5876	hélio	
E	5270	ferro e cálcio	
b1	5184	magnésio	
F	4861	hidrogênio, H β	Verde
G	4308	ferro e cálcio	Azul
H	3968	cálcio	
K	3934	cálcio	Violeta

De suas experiências, Kirchhoff resumiu a produção de linhas espectrais em três leis, ilustradas na figura 2.1.

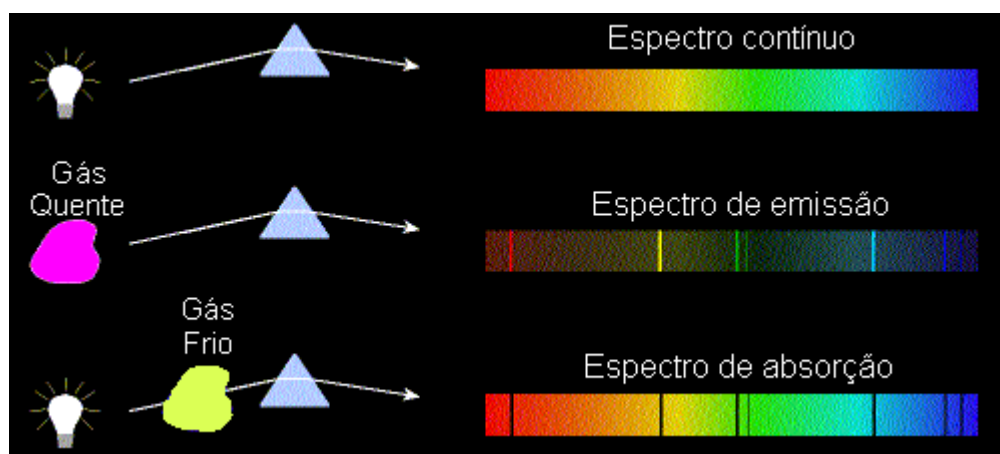


Figura 2.1: Ilustração da técnica espectroscopia. A primeira ilustração (de cima para baixo) é da dispersão da luz branca. As ilustrações seguintes mostram como a emissão e a absorção, respectivamente, aparecem no espectro. (OLIVEIRA & SARAIVA, 2018)

Leis de Kirchhoff:

1. Um objeto sob alta pressão (alta densidade), no estado sólido, líquido ou gasoso, quando aquecido produzirá um espectro contínuo de emissão;
2. Um gás a baixa pressão (baixa densidade) produzirá um espectro de linhas brilhantes de emissão quando submetido a uma temperatura suficientemente alta.
3. Um gás localizado à frente de uma fonte de radiação contínua, sob baixas pressões (densidade) e temperatura, produzirá um espectro de linhas de absorção.

Estas leis enunciadas por Kirchhoff que definem a emissão e a absorção de radiação. Uma aplicabilidade destas leis foi a identificação de elementos encontrados no Sol e em outras estrelas. Com esta técnica, a espectroscopia, nós podemos quantificar os elementos presentes na atmosfera da estrela, e podemos determinar vários parâmetros estelares importantes.

2.2 O Espectro Eletromagnético e a Estrutura do Átomo

Uma onda eletromagnética são campos elétricos e magnéticos oscilando de forma perpendicular entre si e também são perpendiculares com relação à direção do movimento da onda. Uma onda eletromagnética tem uma frequência f , um comprimento de onda λ (comprimento de uma onda é a distância entre dois picos consecutivos da onda) e uma velocidade v , que estão relacionados pela equação $v = f\lambda$. A figura 2.2 ilustra a situação inferida.

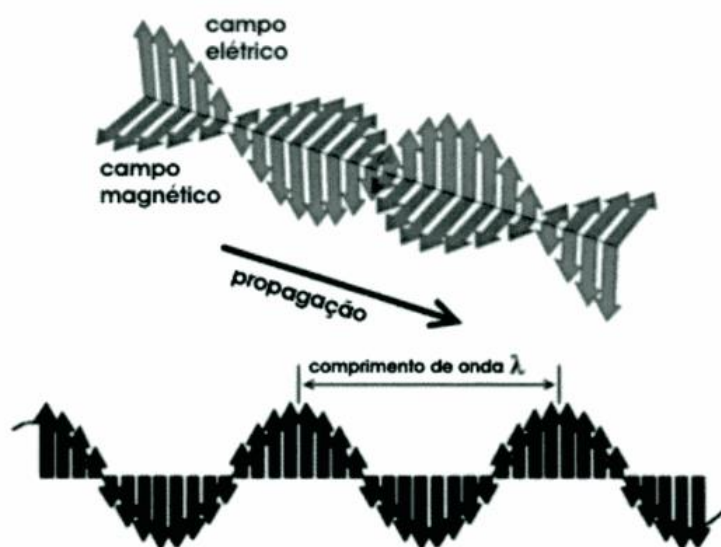


Figura 2.2: Acima: Ilustração dos campos elétricos (vertical) e magnéticos (horizontal) que compõem uma onda. Abaixo: O comprimento λ de uma onda, é a distância entre dois picos.

A luz visível, micro-ondas, os raios-x, as ondas de rádio e TV, os raios ultravioletas, entre outros tantos exemplos são fenômenos físicos de mesma natureza, ou seja, todos eles são ondas eletromagnéticas. Todo corpo em determinada temperatura (e isso inclui estrelas), irradia todas essas ondas eletromagnéticas num padrão que é característico dessa temperatura. O espectro eletromagnético, como ilustrado na figura 2.3, se compõe em ondas que diferem de acordo com a sua energia e comprimento de onda.

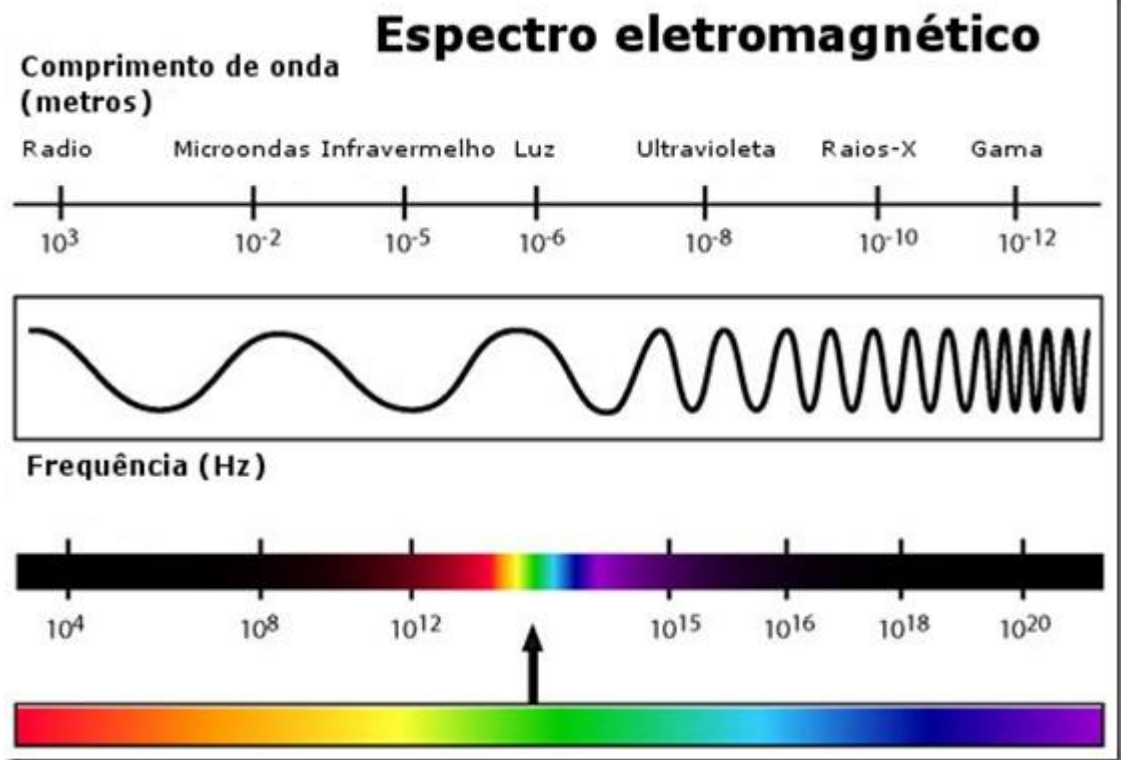


Figura 2.3: Espectro eletromagnético. (OLIVEIRA & SARAIVA, 2018)

O espectro de uma estrela não é contínuo, neles encontramos certas falhas no padrão, como podemos observar na figura 2.4. A análise da configuração dessas lacunas pode nos dar muitas informações sobre as estrelas.

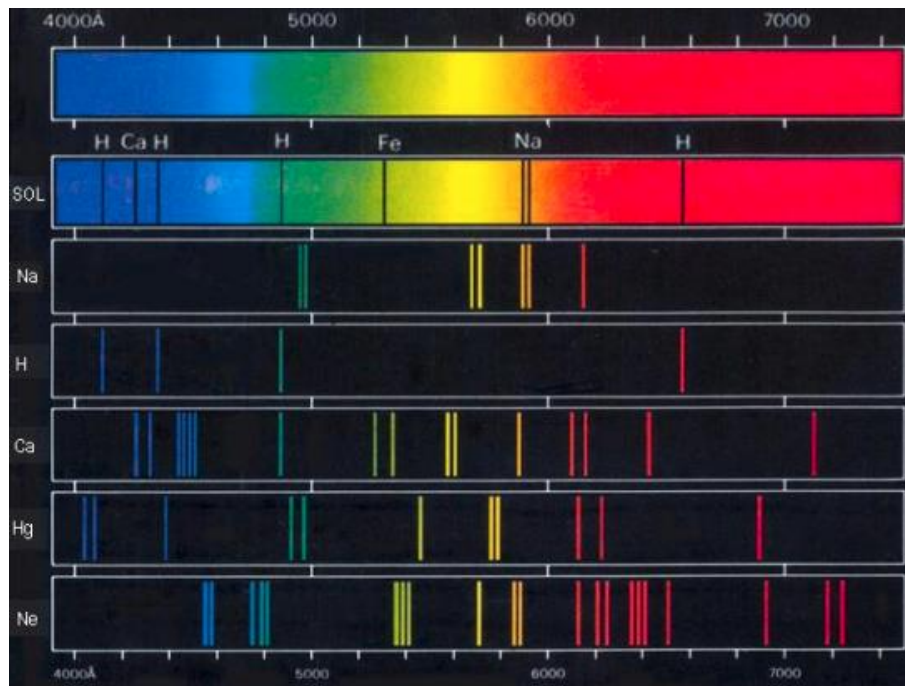


Figura 2.4: Representação do espectro do Sol, comparado com o espectro contínuo e espectros de emissão de alguns elementos químicos. (OLIVEIRA & SARAIVA, 2018)

O físico dinamarquês Niels Henrik David Bohr (1885 – 1962) percebeu que os espectros de emissão de cada elemento químico são diferentes, ele propôs então que as linhas luminosas que apareciam nos espectros eram emissões de luz dos elétrons quando eles voltavam para orbitas mais próximas do núcleo.

Em 1913, Bohr propôs uma modificação que complementava o modelo atômico de Rutherford, vigente até então, se concentrando no comportamento dos elétrons ao redor do átomo, aplicando a ideia de quantização proposta em 1900 por Max Planck. Essa teoria de Planck afirma que os elétrons são quantizados, no sentido que eles emitem e absorvem quantidades específicas de energia, como se fossem pequenos pacotes de energia, os quais ele chamou de quanta. Assim, visto que cada elemento tem um espectro diferente, Bohr propôs que cada elemento possui em seu átomo, elétrons de energias constantes e diferentes, que variam de elemento para elemento. Então, cada elétron só pode ficar em determinada orbita específica, pois em cada uma dessas orbitas o elétron apresenta energia constante, bem definida e característica. Portanto, os elétrons só podem ocupar os níveis energéticos dos quais ele possuía a energia respectiva.

Portanto, os espectros são descontínuos porque os elétrons são quantizados e, um elétron só poderá mudar de nível se ele absorver energia (em quantidade específica), porém retornará ao seu estado fundamental (mais estável) emitindo a energia absorvida. Essa energia é emitida na forma de fótons. Assim, para Bohr, cada linha de emissão que aparecia no espectro dos elementos, indicava a energia quando o elétron voltava de um nível mais energético para outro mais próximo do núcleo, e cada linha escura indicava, conforme a figura 2.5, a energia absorvida pelo elétron, fazendo-o passar para níveis de energia mais energéticos.

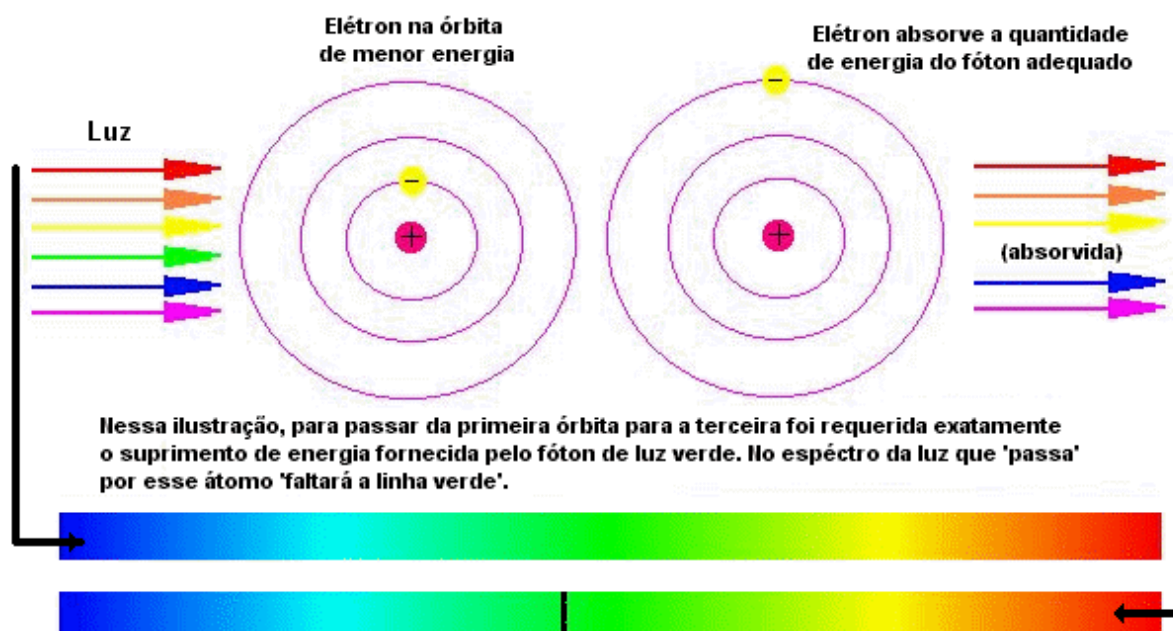


Figura 2.5: Representação da ideia de Bohr: o elétron requereu exatamente o suprimento de energia fornecido pelo fóton de luz verde para passar da primeira orbita à terceira, dando origem ao espectro de absorção. (Fogaça, 2018)

2.3 Classificação das Estrelas

Em astronomia, **classificação estelar** é uma classificação de estrelas baseadas em suas características espectrais. A primeira identificação foi proposta por Fraunhofer, ao classificar em ordem alfabética as principais linhas que eram detectadas nos espectros estelares, indicando com letras maiúsculas as mais fortes e, com minúsculas, as mais fracas, começando por indicar as linhas a partir do vermelho. Foi adotada a sequência A, B, C, D, E, F, G, H, I, J, L, M, N, O, P para nomenclatura das classes espectrais, onde estrelas de tipo A tinham linhas de hidrogênio mais fortes. As intensidades diminuem à medida que seguimos a ordem alfabética.

Em 1920, com melhor entendimento dos subníveis de energia da estrutura atômica foi adotado um novo esquema de classificação, baseado na temperatura da estrela. Assim algumas letras foram suprimidas e a ordem alterada, resultando no seguinte esquema:

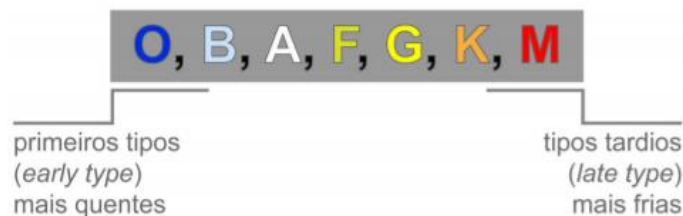


Figura 2.6: Classificação espectral. Fonte: (Hetem, 2016)

As estrelas de tipo O, no início da sequência, são as estrelas de primeiro tipo (*early type*). Já as mais próximas de M, no final, são chamadas de tipos tardios (*late type*). A tabela 2.2 mostra a classificação atual e as principais características para cada tipo.

Tabela 2.2: Características de tipos espectrais. (MACIEL, 1999)

Tipo	Características
O	Linhas de He II; linhas de C III, NIII, O III, Si IV etc. Linhas de H fracas; contínuo UV intenso;
B	Linhas de He I fortes; linhas de He II ausentes; linhas de H mais intensas; linhas de C II, O II etc.
A	Linhas de H atingem máximo (AO); linhas fortes de MgII; linhas de Ca II fracas;
F	Linhas do H mais fracas; linhas do Ca II mais fortes; linhas de átomos neutros e uma vez ionizados;
G	Linhas intensas de Ca II; linhas de metais neutros; bandas de G do CH intensa;
K	Linhas de metais neutros; linhas de H muito fracas; bandas moleculares de CH, CN;
M	Bandas moleculares intensas de TiO; linhas de átomos neutros, contínuo no vermelho;
W	Estrelas Wolf-Rayet; linhas de emissão muito largas de H, He I, He II, contínuo intenso no UV;
P	Estrelas centrais de nebulosas planetárias;
Q	Novas;
S	Bandas intensas de ZrO, YO, LaO; linhas de átomos neutros, temperaturas como nas classes K, M;

R	Bandas intensas de CN, CO, no lugar de TiO;
N	Bandas de Swann de C ₂ ;
C	Carbonadas; bandas intensas de C ₂ , CN, CO; TiO ausente; temperaturas como nas classes K, M.

Os tipos podem ser subdivididos em até 10 subtipos, com os números de 0 a 9, com exceção do tipo O que é subdividida de 5 a 9, onde as propriedades físicas variam de forma aproximadamente contínua.

No início de século XX, Ejnar Hertzsprung e Harry Norris Russel descobriram, independentemente, que as estrelas do mesmo tipo espectral poderiam possuir luminosidades ou magnitudes diferentes. O Diagrama Hertzsprung- Russel, ou simplesmente diagrama H-R é aquele que relaciona a magnitude absoluta (ou luminosidade) no eixo das ordenadas e a sequência de tipos espectrais (ou temperatura) no eixo das abcissas. A posição de cada estrela neste diagrama é dada pela sua natureza física e, também, pela sua fase evolutiva. Portanto, o diagrama H-R é como um registro de toda a história do sistema de estrelas considerado. É nisto que reside a enorme importância do diagrama, cujo estudo constitui um dos métodos mais importantes da astronomia estelar, permitindo distinguir diferentes grupos de estrelas, associadas conforme as suas propriedades físicas comuns. (Cazetta, 1999)

Para completar as classificações foi introduzido diferentes classes de luminosidade que complementam os tipos espectrais. Cada classe de luminosidade é designada na ordem decrescente de luminosidade (raio) 0 Hipergigantes, I Supergigantes, podendo ser subdividida em Ia e Ib, II Gigantes brilhantes, III Gigantes, IV Subgigantes, V Anãs, VI para denotar as subanãs. (Gray, 2005)

2.4 Nebulosas planetárias – NP

No século XVIII, tivemos um grande desenvolvimento dos telescópios e observou-se a existência de objetos extensos na esfera celeste, denominados de "nebulosas". Em 1784, Charles Messier, publica o primeiro catálogo sistemático desses objetos.

O astrônomo William Herschel, ao debruçar-se em pesquisa sobre objetos extensos, atribuiu o termo "nebulosa planetária" como sendo a descrição deste tipo de objeto, similares a discos de coloração esverdeada, e que lembravam planetas, visto com os aparelhos existente na época. (Frew & Parker, 2010)

William Huggins foi um dos primeiros astrônomos a estudar o espectro óptico dos objetos astronômicos, observando fortes linhas em emissão, o que acabou sendo identificado como a desexcitação radiativa na estrutura do átomo. Foi então proposto que a linha seria de um elemento desconhecido, que recebeu nome "nebulium".

Segundo Gazeta (1999), a consolidação do conhecimento dos elementos químicos e os avanços da Mecânica Quântica, em 1928 o astrônomo Ira Sprague Bowen identificou oito das linhas nebulares intensas como resultados de estados metaestáveis dos elementos Nitrogênio e Oxigênio. A hipótese do "nebulium" foi descartada, consolidando-se a descrição das NP como um gás ionizado de baixa densidade.

Já na segunda metade do século XX, os avanços tecnológicos ajudaram a estudar detalhadamente as nebulosas planetárias. O astrônomo I. Shklovsky, em 1956, sugere que as NP são progenitoras das estrelas anãs brancas, descendentes de gigantes vermelhas. Abell e

Goldreich apud (Jacoby, et al., 2013) corroboraram para essa visão ao comparar as velocidades de expansão típicas das NP com as de escape de gigantes vermelhas, sugerindo que o material ejetado da atmosfera destas estrelas formaria as NP. Estes autores também estimaram através da quantidade de NP esperadas para a Galáxia e seu curto tempo de vida (2×10^4 anos), praticamente todas as estrelas de baixa massa passariam pelo estágio de NP. Isto ilustra a importância delas no cenário de evolução estelar.

As NP são nuvens de gás de baixa densidade (entre 100 a 10 000 cm^{-3}) iluminadas por uma estrela central quente (temperatura efetiva $T_{ef} \cong 30000 - 200000 k$) e com massa variando entre baixa e intermediária massa ($0,8 M_{\odot}$ a $8 M_{\odot}$) sendo formada pela fotoionização do material ejetado pela estrela central que passou pela fase de gigante e com uma velocidade de expansão $25 km s^{-1}$ (Frew & Parker, 2010). As NP apresentam distintos tamanhos e morfologias, bem como propriedades físicas (densidades, temperaturas, abundâncias, etc). A figura 2.7 ilustra o processo de formação das NP.

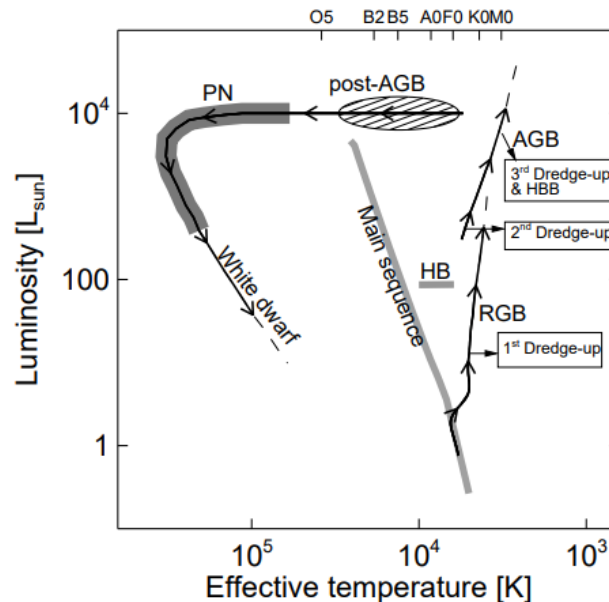


Figura 2.7: Diagrama de Hertzsprung-Russel mostrando a evolução de uma estrela de baixa massa. Diferentes fases de evolução estelar são indicadas juntamente com os principais episódios da evolução (dentro de quadrados). Os tipos espectrais são dados no topo. As siglas correspondem a: MS \rightarrow Sequência Principal, RGB \rightarrow Ramo da Gigante Vermelha, AGB \rightarrow Ramo Gigante Assintótica, HBB \rightarrow Queima de Fundo Quente, PN \rightarrow Nebulosa Planetária. (Bernard Salas, 2003)

A partir de uma classificação das abundâncias químicas das NP, Piembert (1978) definiu 4 tipos quimicamente distintos de Nebulosas Planetárias e os citou no cenário evolutivo da Galáxia. Desde então, elas são estudadas como um importante vínculo nas teorias de evolução estelar, propriedades da Galáxia, de outras galáxias, e a evolução química destes sistemas.

2.5 Níveis de Energia

Os elétrons pertencentes a um átomo podem fazer transições entre órbitas (níveis de

energia) permitidas pela mecânica quântica, absorvendo ou emitindo exatamente a diferença de energia que existe entre estas órbitas. Este processo em que há absorção de um fóton e a emissão do elétron por um átomo, é conhecido como fotoionização.

O nível de energia mais baixo é chamado de estado fundamental. Os estados que apresentam mais energia do que os estados fundamentais são chamados de estados excitados e são designados, sucessivamente, segundo a ordem de afastamento a partir do núcleo atômico, como primeiro estado excitado, segundo estado excitado, terceiro estado excitado, e assim sucessivamente. Os elétrons se tornam livres quando atingem certa energia, chamada potencial de ionização, e não conseguem mais ficar ligados ao núcleo. Assim, o contínuo e a região em que os níveis de energia são superiores à energia do potencial de ionização. (Valadares, Alves, & CHAVES, 2005)

A energia do nível acima do estado fundamental é chamada de potencial de excitação, e é representada pela letra X na figura 2.8. A diferença de energia entre o nível fundamental e o nível do contínuo é chamada de potencial de ionização, I , que equivale a energia necessária para destruir a ligação do elétron com o núcleo do átomo. (Gray, 2005)

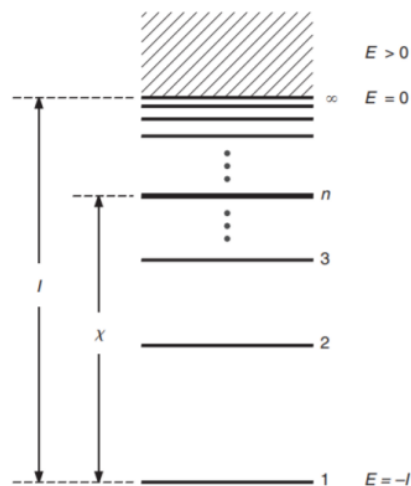


Figura 2.8: Diagrama esquemático de nível de energia, que mostra a excitação X para um nível n arbitrário e a ionização potencial I . (Gray, 2005)

Os átomos e os íons podem ser ionizados ou excitados por processos de colisão ou por radiação. O processo de colisão ocorre quando átomos colidem um com os outros e transferem parte de sua energia cinética; o processo de radiação ocorre quando há absorção de um fóton com energia correspondente à diferença de energia entre dois níveis. É o segundo processo que produz as linhas de absorção. Na fotosfera estelar, em alguns casos a interação por colisão domina e em outros, domina a radiação. Existem outros processos, como a transição espontânea e a emissão estimulada, que podem produzir linhas nos espectros estelares, mas não serão discutidos aqui.

Segundo Gray (2005) uma boa aproximação para a teoria da atmosfera estelar pode ser obtida quando consideramos que colisões dominam as excitações dos átomos presentes no gás. Neste caso é possível aplicar a condição de Equilíbrio Termodinâmico. Esse equilíbrio é alcançado quando a temperatura, pressão e potencial químico de um sistema são constantes. Um equilíbrio térmico perfeito só é atingido por um sistema se toda as partes têm a mesma temperatura, e não existe qualquer fluxo de energia entre suas partes.

A linha espectral tem uma intensidade que depende dos parâmetros de temperatura e gravidade, e que são relacionados aos potenciais de excitação e ionização. Para descrever o comportamento dessas estruturas, utiliza-se a distribuição de Boltzmann, também conhecida como equação de excitação, fornecendo o número de átomos que se encontrarão em cada estado excitado e verificar por meio dela que este comportamento está ligado à temperatura. A distribuição dos diversos níveis de energia de um átomo é estabelecida por:

$$\frac{N(2)}{N(1)} = \frac{g(2)}{g(1)} e^{\frac{E(1)-E(2)}{kT}} \quad (2.1)$$

Onde N é a densidade numérica, G a multiplicidade, E é a constante de energia do nível e K é a constante de Boltzmann. (MACIEL, 1999). Como $E(2) > E(1)$ o argumento da exponencial será sempre negativo. Um aumento da temperatura leva ao crescimento da razão $\frac{N(2)}{N(1)}$.

Neste mesmo caminho, a equação de Saha ou equação da ionização, descreve a distribuição segundo os diversos estágios de ionização dos átomos, e determina a população dos estados ionizados.

$$\frac{N_{I+1}}{N_I} = \frac{1}{P_e} \frac{(\pi m_e)^{\frac{2}{3}} (2kT)^{\frac{5}{2}} u_{I+1}}{h^3 u_I} e^{\frac{-I}{kT}} \quad (2.2)$$

Onde $\frac{N_{I+1}}{N_I}$ é a razão entre números e íons numa dada ionização, $\frac{u_{I+1}}{u_I}$ é a razão das respectivas funções partição, m_e é a massa do elétron, h é a constante de Planck, P_e é a pressão de elétrons, e I é o potencial de ionização. (MACIEL, 1999)

2.6 Código de Fotoionização

Com o desenvolvimento computacional nas últimas décadas, é crescente a utilização de modelos numéricos de fotoionização no estudo de objetos astrofísicos. Incorporando os cálculos envolvidos na transferência radiativa, na interação por diversos processos da radiação com matéria, e utilizando dados atômicos de precisão, estes códigos fornecem uma descrição robusta do objeto, desde as condições físicas de seu material constituinte à descrição da radiação transmitida e emitida.

Os códigos de fotoionização de uma maneira geral partem de três hipóteses básicas: i) estado estacionário do sistema; ii) equilíbrio de ionização; iii) equilíbrio térmico. A hipótese de estado estacionário implica em desprezar processos dinâmicos que poderiam ocorrer com o material (expansão, por exemplo). Assumida esta hipótese, pode-se determinar a temperatura e o grau de ionização em cada ponto do objeto através das hipóteses de equilíbrio térmico e de ionização. Estas condições são acopladas, pois as taxas em que ocorrem em processos físicos relacionados ao equilíbrio de ionização são fortemente dependentes da temperatura, que por sua vez depende das abundâncias iônicas no gás (Monteiro & Falceta-Gonçalves, 2011).

Para a modelagem de um determinado objeto, é necessário a parâmetros de entrada no

código que são provenientes de resultados observacionais, tais como propriedades da fonte emissora e a distribuição espacial de temperaturas e densidades eletrônicas. Os códigos são então executados num processo iterativo de ajuste de parâmetros de saída à estes vínculos observacionais.

Dentre os vários códigos existentes, optamos neste projeto por usar-se o código de fotoionização Cloudy, que tem sido extensamente utilizado nas últimas décadas (Ferland, et al., 2013); (Ferland, 2014); (FERLAND, 2017). O código está em contínuo aprimoramento e atualmente permite modelar a região emissora detalhadamente. Ele divide a mesma num grande número de zonas nas quais as condições sejam aproximadamente constantes, e o nível de ionização (com a conseqüente emissão) é calculado levando-se em conta todos os processos de ionização e recombinação. Os processos de ionização incluem fotoionização, efeito Auger, ionização colisional e transferência de cargas. Os processos de recombinação incluem a recombinação radiativa, dieletrônica e transferência de carga, entre outras. Uma boa descrição dos processos físicos envolvidos no desenvolvimento dos códigos é feita por Ferland (2017).

2.7 Cloudy

O código de simulação de fotoionização Cloudy que foi criado na década de 70 por Gary J. Ferland (Ferland, 2014). Em princípio ele foi desenvolvido em Fortran 77, e posteriormente foi reescrito em C e as versões mais recentes utilizam linguagem C++. É um código aberto que recebe contribuições de diversos pesquisadores possuindo cerca de $2,1 \times 10^5$ linhas. Cloudy foi desenvolvido de tal forma que a quantidade de comandos é mínima, para poder executar as simulações reproduzindo condições físicas fora do equilíbrio em um gás ionizado e prevê seu espectro observado em nebulosas planetárias, regiões HII, BLRs, NLRs e outros objetos astrofísicos (Ferland, et al., 2013).

Na literatura, o Cloudy também é usado para modelar: modelagem de NP (GARCÍA-HERNÁNDEZ, 2012), modelagem de nuvens do meio interestelar (COOKSEY, 2008), modelagem de galáxias HII (MARTÍN-MANJÓN, 2008) e na modelagem do gás circumnuclear de galáxias Seyfert (MASSARO, 2006), dentre outros objetos que podem ser modelados pelo Cloudy.

O Cloudy calcula as condições físicas dentro de um meio (nuvem) estando ou não exposto a um campo de radiação externo. A hipótese que é considerada é que os processos atômicos tiveram o tempo suficiente para alcançarem o estado estacionário. A densidade das espécies ou de um nível i é dado pela seguinte equação de equilíbrio:

$$\frac{\partial n_i}{\partial t} = \sum_{j \neq i} n_j R_{ji} + Source - n_i \left(\sum_{j \neq i} R_{ji} + Sink \right) = 0 \quad (2.3)$$

Onde R_{ji} é a taxa pela qual uma espécie j passa para i , em s^{-1} , *Source* é a taxa por unidade do volume, em $cm^{-3}s^{-1}$, que novos átomos surgem para i e *Sink* é a taxa que eles são perdidos, em s^{-1} (Ferland, 2014). Além desta equação, as equações de conservação de energia e de carga, determinam completamente o problema. A transferência radiativa da linha e do contínuo são resolvidos pelo método da probabilidade de escape. Partindo dessas hipóteses, é possível determinar o grau de ionização, a densidade de partículas, a temperatura cinética do gás, o estado químico, populações dos níveis dos átomos e o fluxo emergente. A tabela 2.3 resume alguns comandos de entrada do Cloudy.

Tabela 2.3: Comandos padrão Cloudy, tiradas de HAZY (Ferland, 2014)

Comando	Valor	Parâmetro
radius	10^{30} cm	Diâmetro interno da nuvem
radius	10^{31} cm	Diâmetro externo da nuvem
-	1001×10^{10} k	Temperatura máxima permitida
stop temperature	4000 k	Temperatura mínima
set temperature convergence	0.005	Erro relativo na eq. de equilíbrio
set eden convergence	0.00	Erro relativo na densidade eletrônica
print line faint	10^{-3}	Intensidade relativa da linha no contínuo
-	1001×10^{-8} Ryd	Limite máximo de energia no contínuo
-	7354×10^6 Ryd	Limite mínimo de energia no contínuo
set nend	1400	Limite do número de zonas
stop column density	10^{30} cm^{-2}	Densidade total da coluna de hidrogênio
stop column density	10^{30} cm^{-2}	Densidade coluna H^+
stop column density	10^{30} cm^{-2}	Densidade coluna H^0
grains	Sem grãos	Grãos
set save line windth	Resolução de malha	Resolução espectral
cosmic rays	Não	Raios cósmicos
background	Não	Radiação cósmica

A intensidade no Cloudy é relacionada como um fluxo (energia ou fóton) por unidade de área ou como luminosidade (energia ou fóton) radiada pelo objeto central em um ângulo sólido de 4π esferorradiano (FERLAND, 2017). Ferland (2017) diz que a forma do contínuo incidente na nuvem deve ser especificada como a emissão de um corpo negro, interpolado por meio de uma tabela de pontos, de modelos de atmosferas estelares, leis de potência ou como um campo de radiação transmitindo por meio de uma nuvem, preditos por cálculos anteriores.

O raio é a distancia entre o centro do objeto central à face mais interna da nuvem, e deve ser especificado nos comandos de entrada. Já a nuvem, possui uma geometria esférica de 1 dimensão, ou plano paralela quando o raio da nuvem é maior que a sua espessura. Sobre a geometria, podemos ter aberta ou fechada, em expansão ou estática.

O Cloudy dividi a nuvem em camadas, finas o suficiente para que as condições físicas sejam mantidas constantes. Em cada camada são resolvidas as equações de equilíbrio estatístico para os íons considerados. Para um determinado átomo, a equação do equilíbrio estatístico,

incluindo os processos colisionais, é dado por (Ferland, 2014):

$$\begin{aligned} \frac{\partial b_n}{\partial t} = & \sum_l \frac{P_l^*}{P_n^*} b_l A_{n,l} \frac{g_n}{g_l} n_{n,l} \gamma_{n,l} + \sum_u \frac{P_l^*}{P_n^*} b_u (A_{u,n} P_{u,n} + A_{u,n} n_{u,n} \gamma_{u,n}) \\ & + \frac{[\alpha(rad) + \alpha(ind)]}{P_n^* - b_n} \left(\sum_l (A_{n,l} P_{n,l} + A_{n,l} n_{n,l} \gamma_{n,l}) \right. \\ & \left. + \sum_u A_{u,n} \frac{g_u}{g_n} n_{u,n} \gamma_{u,n} + \Gamma_n \right) = 0 \end{aligned} \quad (2.4)$$

onde

$$n_{ij} = \frac{J_v(i,j)}{\frac{2h\nu^3}{c^2}} = \left[\exp\left(\frac{h\nu}{kT_{ex}} - 1\right) \right]^{-1} \quad (2.5)$$

é o número de ocupação do contínuo na frequência de transição ν_{ij} ; T_{ex} é a temperatura de excitação no contínuo; J_ν é a intensidade no contínuo para uma dada frequência; $P_{u,n}$ é a soma das probabilidades de escape de espalhamento do fóton; $\gamma_{n,l}$ é a probabilidade do fóton emitido da estrela alcançar a camada; Γ_n é a taxa de fotoionização; α é a seção de fotoionização (cm^2); b_n é a razão entre a população no nível n e a população no mesmo nível do equilíbrio termodinâmico local; $A_{u,l}$ é a probabilidade de decaimento; g são os pesos estatísticos (Ferland, et al., 2013)

A composição química é definida pela abundância químicas com relação ao H. Por padrão, a composição química é próxima da solar e os grãos não são incluídos. Também é possível especificar abundâncias típicas de outros meios como por exemplo, o interestelar e de uma região H II. Grãos de diferentes meios, composições e tamanhos podem ser incluídos.

As populações dos níveis são obtidas iterativamente juntamente com a temperatura eletrônica para uma dada camada. No espectro emergente são fornecidos a intensidade total das linhas e o contínuo transmitido pela nuvem.

Capítulo 3

Metodologia

Para desenvolver as simulações das NP, construímos os espectros sintéticos por meio dos parâmetros que definimos como essenciais. Esses parâmetros são extensos, a depender do que for desenvolvido terá uma informação específica de entrada para o Cloudy. Para gerar uma NP simples, utilizamos os seguintes dados de entrada:

```
blackbody, T=1e5 K
luminosity total 38
radius 18
hden 5
sphere
abundances planetary nebula
iterate
print last iteration
save overview "pn.ovr" last
save continuum "pn.con" units microns last
```

Figura 3.1: Comandos de entrada utilizados na simulação da NP (Ferland, 2014)

Esses comandos de entrada são digitados em um bloco de notas vinculados ao Cloudy, e para gerar a simulação, temos que salvar o arquivo texto e abrir o terminal. No terminal chamamos o arquivo texto, pressionamos enter, e aguardamos o resultado da simulação, em média cada simulação demorar uns 30 minutos cada uma.

Blackbody é distribuição de energia espectral de um corpo negro que ficou em fixa em 10^5 K. *Luminosity* é a luminosidade total que foi de 10^{38} $ergs^{-1}$. Esse comando especifica a forma do campo de radiação incidente. *Radius* define o raio interno e externo da nuvem, que em nossa simulação variação esse parâmetro, enquanto todos os outros ficaram fixo. *hden* é a densidade do hidrogênio usada para definir a densidade da nuvem. O padrão é que a densidade de hidrogênio seja um valor constante. Esse comando especifica o logaritmo da densidade de hidrogênio cm^{-3} . Isso inclui hidrogênio em todas as formas. *abundances solar* são as abundâncias relativas à densidade total de hidrogênio, a soma de H na forma atômica, iônica e molecular. Estas são abundâncias da fase gasosa e não incluem material em grãos. *iterate* define o número de iterações a serem realizadas. O padrão é uma única iteração e mais será necessário quando os efeitos de transferência radioativa forem importantes. *print last iteration* imprime apenas no arquivo de saída os resultados da última iteração.

Para obtermos a variação da temperatura, utilizamos o comando *blackbody* e variamos

a temperatura em uma faixa compreendida entre $1,5 \times 10^5$ até $7,5 \times 10^5$ e mantemos todos os outros parâmetros fixo, raio ficou fixo em $1,8 \times 10^{14}$. Para obtermos a variação do raio, mantemos fixo a temperatura em $1,5 \times 10^5$ e variamos o raio numa faixa compreendida entre 1,6 até $1,9 \times 10^{14}$ cm.

Das simulações feitas, coletamos as informações sobre as linhas espectrais de oxigênio, nitrogênio e $H\beta$. E construímos os gráficos para podermos analisar o comportamento destas linhas.

Capítulo 4

Resultados

Com os dados de entrada, geramos cerca de 55 simulações de espectros de NP, destes selecionamos os que o código de fotoionização integrou, pois muitos a temperatura ou o raio não era suficiente ou extrapolava a NP. Dos que foram analisados, eles foram obtidos variando a temperatura e o raio da nuvem. A partir dos resultados, as intensidades da linha de emissão para uma fenda virtual projetada por meio da nebulosa são obtidas. Para discutir o efeito de observações e os resultados obtidos a partir de métodos empíricos, primeiro comparamos o comportamento das intensidades da linha de íons em diferentes estágios de ionização.

As linhas de emissão de Nitrogênio (N) e Oxigênio (O) são empregadas para obtenção da abundância química do gás, temperatura da nuvem, entre outras propriedades físicas ou químicas (Fernandes, De Carvalho, Contini, & Gal, 2004). Desta forma, analisar a variação da intensidade de uma linha, acarreta em projeta as consequências sobre os parâmetros obtidos empiricamente com o mesmo, ou seja, a variação ocorre de forma linear ao parâmetro obtido. Em Astrofísica, em geral, com parâmetros logarítmicos e exponenciais.

As linhas mais eficientes para o resfriamento são as de O e N (Osterbrock D. E., 1974). Desta forma observamos o comportamento dessas linhas com a variação dos parâmetros temperatura e raio. No caso das linhas de oxigênio, temos três estágios de ionização, [OI] formado na borda da nuvem de ionização possuindo baixo grau de ionização, ou seja, fótons menos energéticos, mas com a quantidade necessária para estar na borda na nuvem. [OI] formada nas regiões de ionização mais baixa do que [OIII], ou seja, distante da fonte ionizante.

O comportamento das linhas espectrais de O e N na NP, e seus respectivos estágios de ionização ocorreram durante a variação dos parâmetros. Definimos os valores de variação baseados nos parâmetros ideias do Cloudy (Ferland, 2014), onde o raio varia entre $1,6$ até $1,9 \times 10^{14}$ cm e a temperatura numa faixa que varia de $1,5 \times 10^5$ até $7,5 \times 10^5$ K.

4.1 Variações com Relação a Temperatura

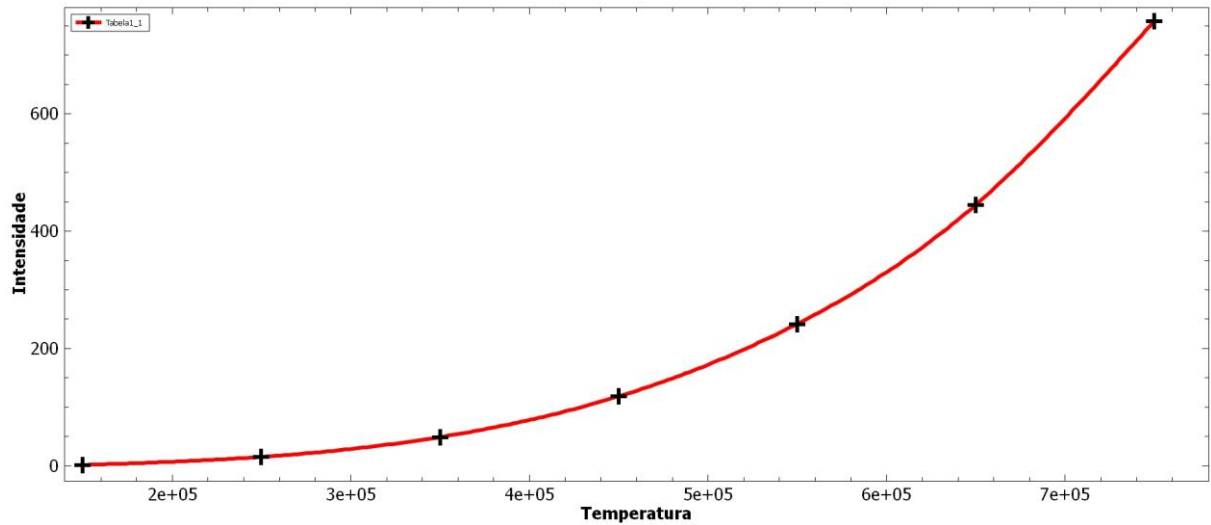
As figuras a seguir mostram a relação entre a intensidade da linha de emissão do espectro e a temperatura. Observamos o comportamento da linha $H\beta$ e das razões das linhas:

$$H\beta, \frac{[OI] 6300 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}, \frac{[OII] 3727 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}, \frac{[OIII] 5007 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}, \frac{[N II] 6548 \text{ \AA} + 6584 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}} e \frac{[N III] 3869 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}} \quad (4.1)$$

essas linhas estão presentes em toda a NP e são responsáveis pelo resfriamento da mesma.

A Figura 4.0 mostra a presença $H\beta$ 4861 Å, e em temperaturas baixas a concentração é mínima e à medida que a temperatura aumenta a concentração da linha também aumenta.

Figura 4.0: Intensidade da $H\beta$ 4861 Å com relação a temperatura



A Figura 4.1 é a razão da linha de emissão $\frac{[OI] 6300 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ que determina a abundância de $[OI]$ conforme a temperatura aumenta. Observamos a abundância de oxigênio à medida que a temperatura aumenta. Para baixas temperaturas a presença de $[OI]$ é menor.

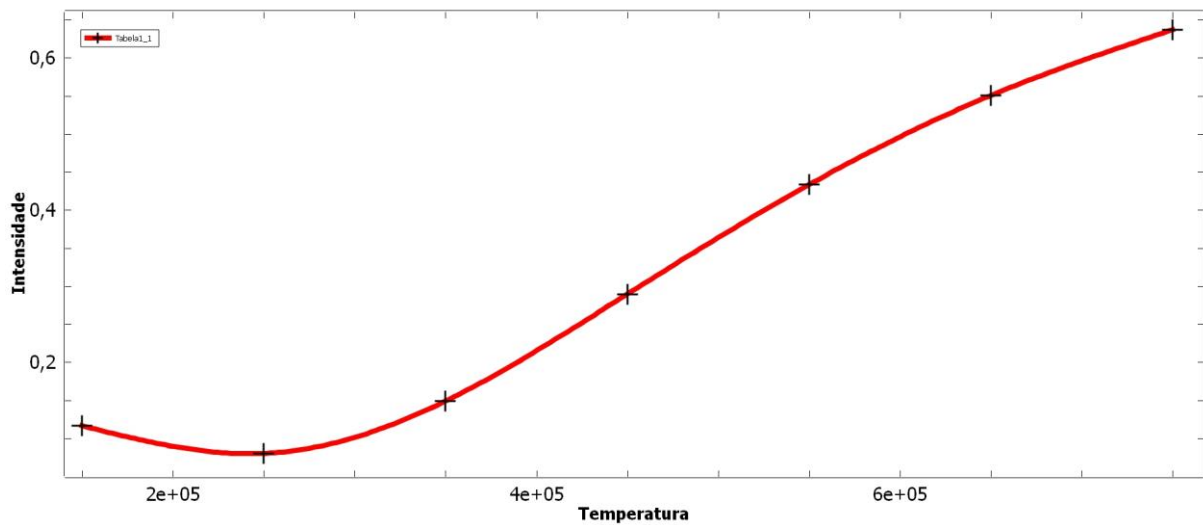


Figura 4.1: Intensidade da $\frac{[OI] 6300 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ com relação a temperatura

A Figura 4.2 representa o comportamento da razão $\frac{[OII] 3727 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$. Na temperatura inicial, o $[OII]$ está presente na nuvem, e a medida que a temperatura aumenta o $[OII]$ vai diminuindo. Porém ao atingir a temperatura de $6,5 \times 10^5$ K tem-se um aumento brusco da intensidade da linha aumentando consideravelmente a sua presença na borda da nuvem.

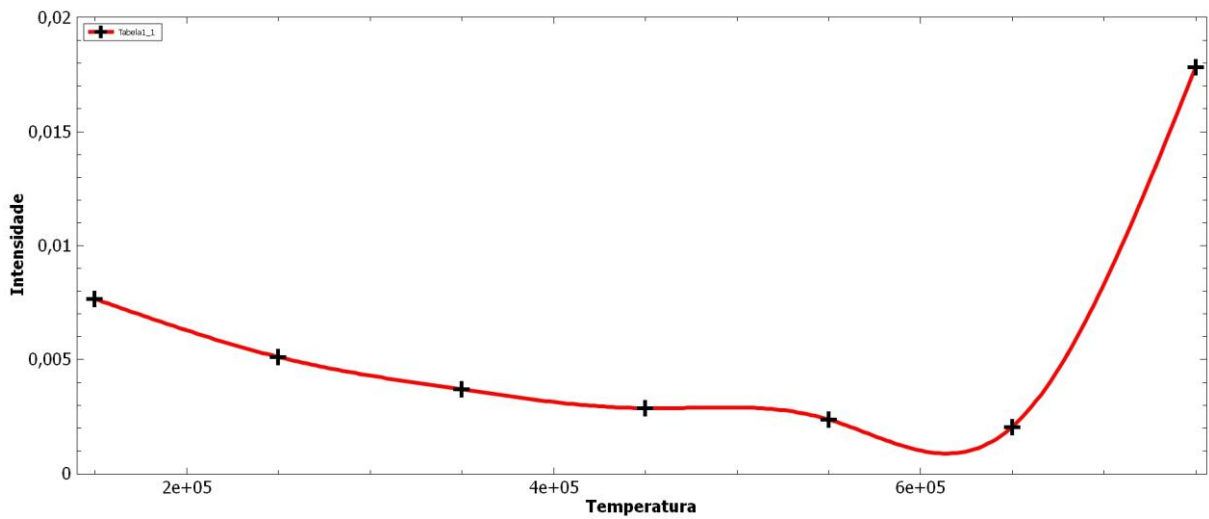


Figura 4.2: Intensidade da $\frac{[OII] 3727 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ com relação a temperatura

A Figura 4.3 representa a presença de $\frac{[OIII] 3727 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ em NPs, percebe-se que em temperaturas baixas temos uma grande quantidade de linhas de emissão de $[OIII]$ e em temperaturas altas permanece constante. Logo, a maior concentração de $[OIII]$ em NP acontece em temperaturas baixas.

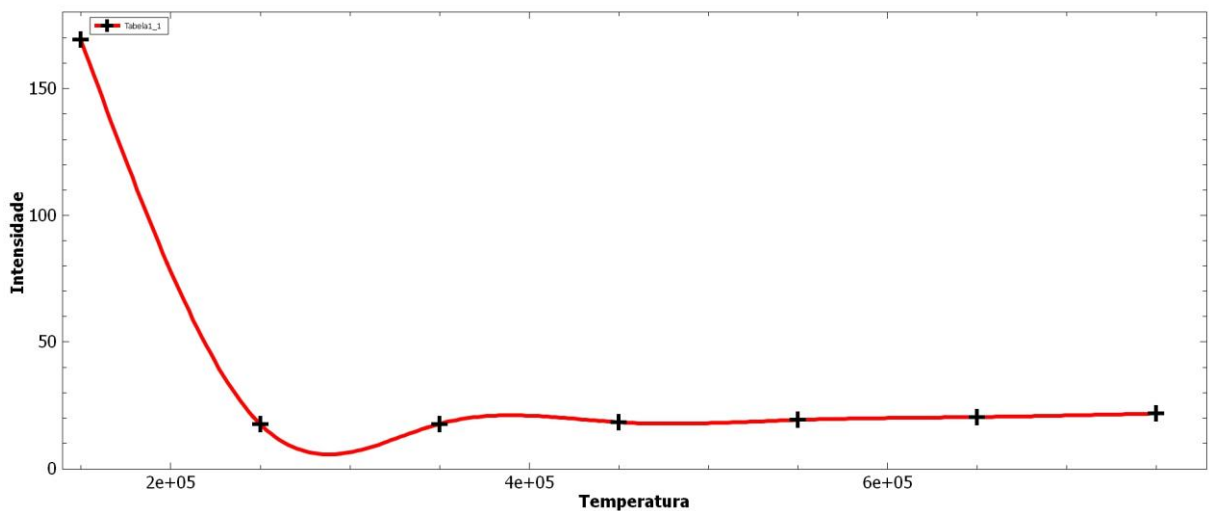


Figura 4.3: Intensidade da $\frac{[OIII] 5007 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ com relação a temperatura

A Figura 4.4 mostra o comportamento da razão $\frac{[N II] 6548 \text{ \AA} + 6584 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ sendo semelhante ao gráfico da figura 4.3. Porém temos um leve aumento da intensidade a medida que a temperatura aumenta.

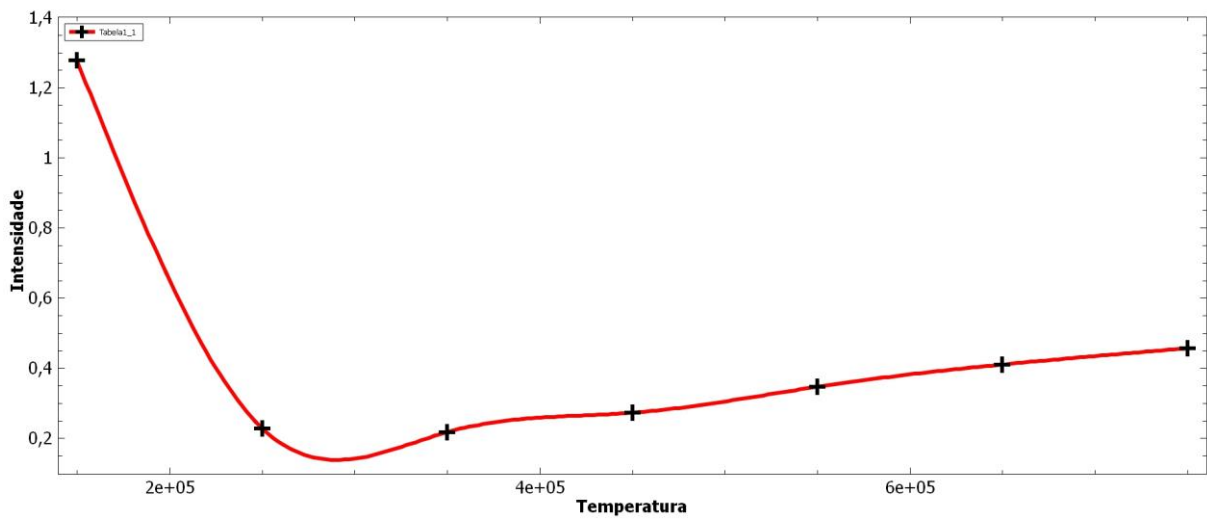


Figura 4.4: Intensidade da $\frac{[N II] 6548 \text{ \AA} + 6584 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ com relação a temperatura

A Figura 4.5 é a razão entre $\frac{[N III] 3869 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$. Observamos que nas regiões de alta e baixa temperatura temos uma presença de linhas de emissão altas. Porém na região com temperaturas médias a intensidade da linha de emissão de $[N III]$ diminui consideravelmente.

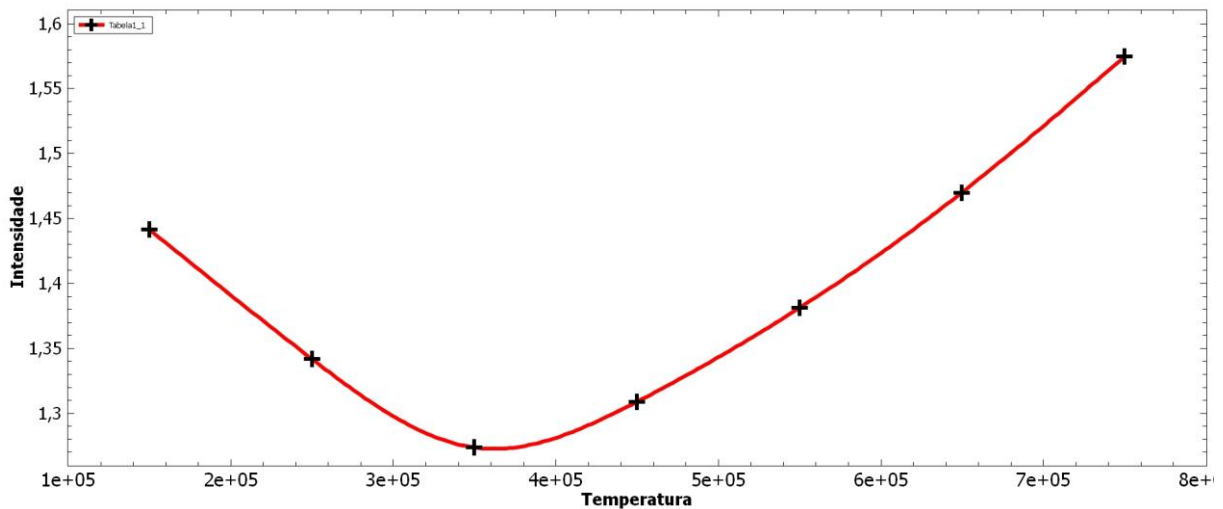


Figura 4.5: Intensidade da $\frac{[N III] 3869 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ com relação a temperatura

4.2 Variações com Relação ao Raio

Toda modelagem geometricamente tem o simular a disposição em camadas de uma cebola. Desta forma, podemos interpretar que cada camada possui quantidade de fótons ionizantes, abundância, densidade, dentre outras propriedades físicas particulares daquela camada; e que a mesma está a uma distância única da fonte ionizante. Sendo assim, a intensidade de linhas é dependente da densidade, da abundância química e do volume da nuvem

que é integrado (Fernandes, Gruenwald, & Viegas, 2005). Portanto, cada camada irá produzir uma intensidade de linhas de acordo com suas propriedades físicas, e distintas entre elas.

Regiões fotoionizadas como as NP, regiões HII e circum-nucleares de galáxias podem ser comparadas a uma máquina de processamento de radiação, já que constantemente os fótons estão interagindo com a matéria e mudando a quantidade de energia que carregam. Para regiões HII que são regiões fotoionizadas mais comportadas com relação as outras citadas, as intensidades das linhas de mais alto potencial de ionização são maiores nas regiões próximas da fonte ionizante. Enquanto, a intensidade das linhas de íons de mais baixo potencial de ionização é maior e/ou aumentam da região central para região externa. Isso se deve, pela disponibilidade de fótons com a energia fundamental para ionizar e excitar os referidos íons nas camadas, sendo que a disponibilidade de íons está próxima da fonte ionizante. Já para regiões circum-nucleares de galáxias e especialmente para NP que é o foco deste trabalho, existe outra componente de ionização que deve ser considerado. Esta componente é originária da compressão do gás que forma franjas, conhecidas como ondas de choque do gás que altera a densidade do mesmo nas regiões mais externas.

A presença da linha espectral $H\beta$ sofre oscilações, nas regiões iniciais a presença é baixa e a medida que nos aproximamos das regiões centrais tem um aumento considerável e depois decresce já na região externa.

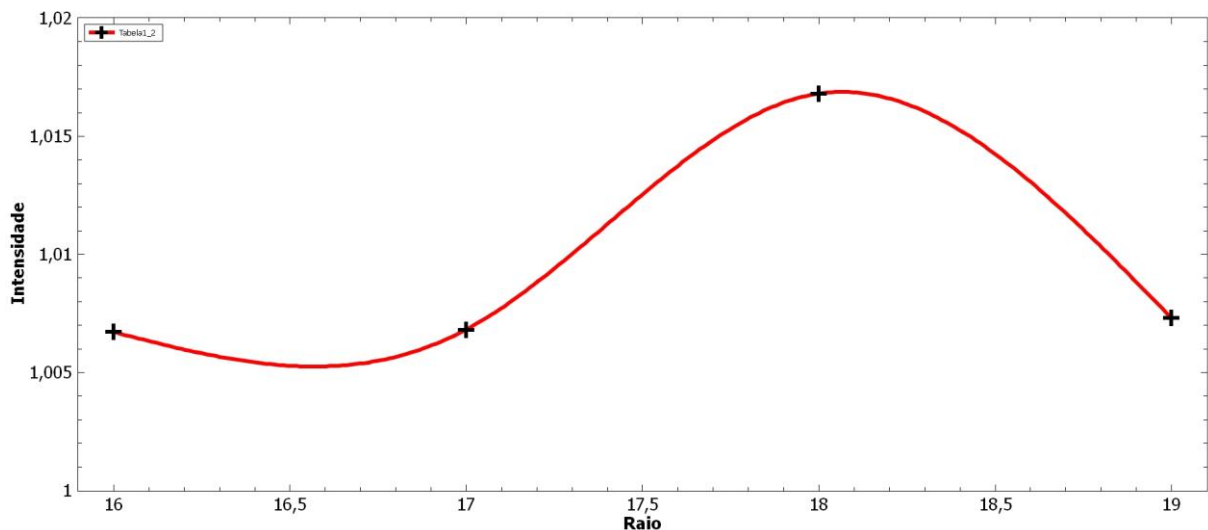
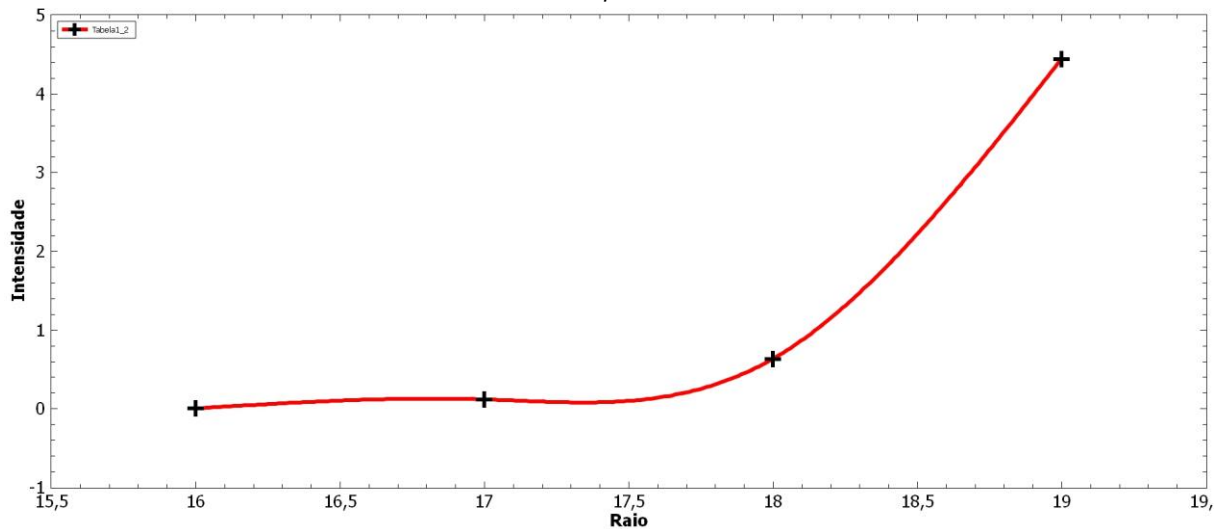


Figura 4.6: Intensidade da $H\beta$ 4861 Å com relação ao raio

Ao analisar o comportamento da intensidade das linhas dos íons de oxigênio $[OI]$, que são originadas da região central para a região mais externa da nuvem. Naturalmente para $[OI]$, a intensidade da linha é maior na região mais externa tanto em regiões HII quanto em NP como é o caso do modelo. Este comportamento pode ser visto na Figura 4.7 onde a partir do raio 17,5 cm a intensidade da linha $[OI]$ cresce quase que linearmente com o raio. Isto é reflexo da disponibilidade de fótons de baixa energia menor que 13,62 eV (eletro volt).

Figura 4.7: Intensidade da $\frac{[OI] 6300 \text{ \AA}}{HB 4861 \text{ \AA}}$ com relação ao raio



A intensidade das linhas de $[OII]$ é maior na região intermediária das NP, podendo se estender para regiões externas de acordo com o quão intenso pode ser as ondas de choque, este comportamento pode ser visto na Figura 4.8. A influência da onda de choque em íons com potencial de ionização de $[OII]$ e $[NII]$ é 35,12 e 29,60 eV, o pico da emissão da intensidade das linhas começa a ocorrer no ponto em que o raio é $1,7 \times 10^{14}$ e crescendo, para ambos os íons, porém, como $[NII]$ é mais sensível a densidade do meio, a intensidade da emissão das linhas deste íon se estende até regiões externas como podem ser visto na Figura 4.9. Este comportamento só pode ser explicado porque existe duas componentes de ionização, a fotoionização e a ionização por choque que é a influência física da onda de choque sobre a componente química do gás.

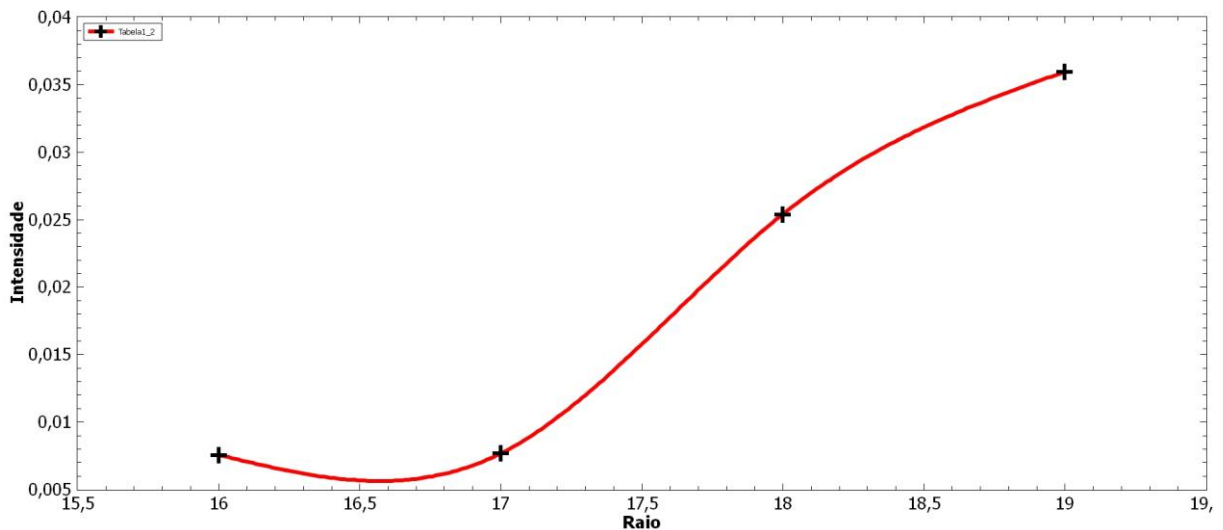


Figura 4.8: Intensidade da $\frac{[OII] 3727 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ com relação ao raio

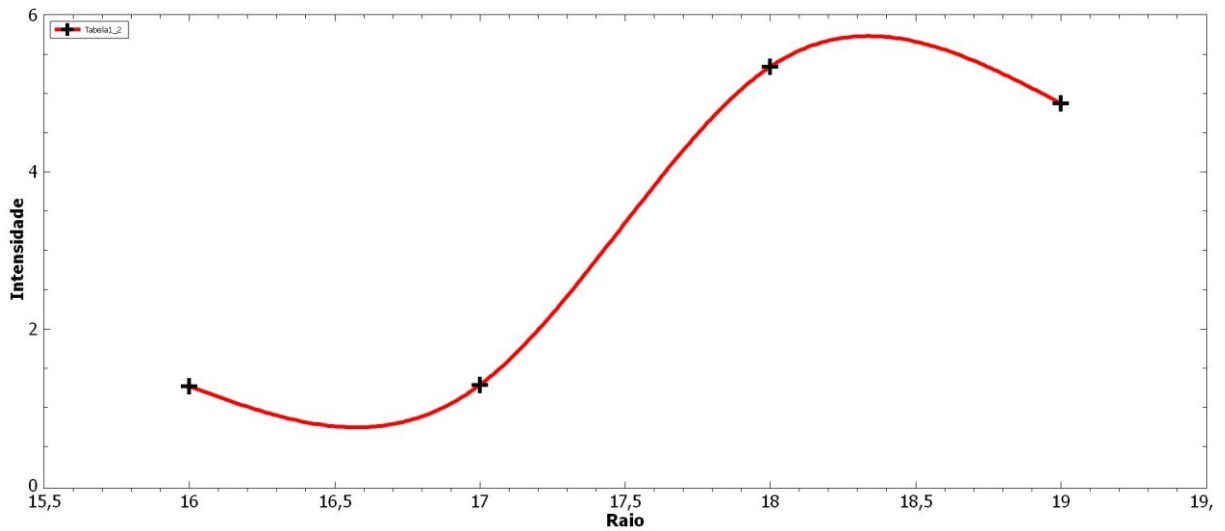


Figura 4.9: Intensidade da $\frac{[NII] 6548\text{\AA} + 6584 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ com relação ao raio

A intensidade de emissão de uma linha de $[OIII]$ é alta na região central, tanto em uma região HII quanto em uma NP. Porém é visível que numa NP a intensidade de emissão da linha $[OIII]$ aumenta significativamente em regiões externas. O potencial de ionização é 229,85 eV, sendo alto, quase 10 vezes o potencial de ionização de $[OII]$. Na NP, nas regiões onde acontece as frentes de onda de choque existe densidade suficiente para ocorrer a ionização de $[OIII]$ e $[NIII]$. O potencial de ionização do $[NIII]$ é 198,5 eV, sendo muito próximo do $[OIII]$. Então é de se esperar que o comportamento das linhas de emissão seja semelhante, como podemos observar na Figura 4.10 e Figura 4.11

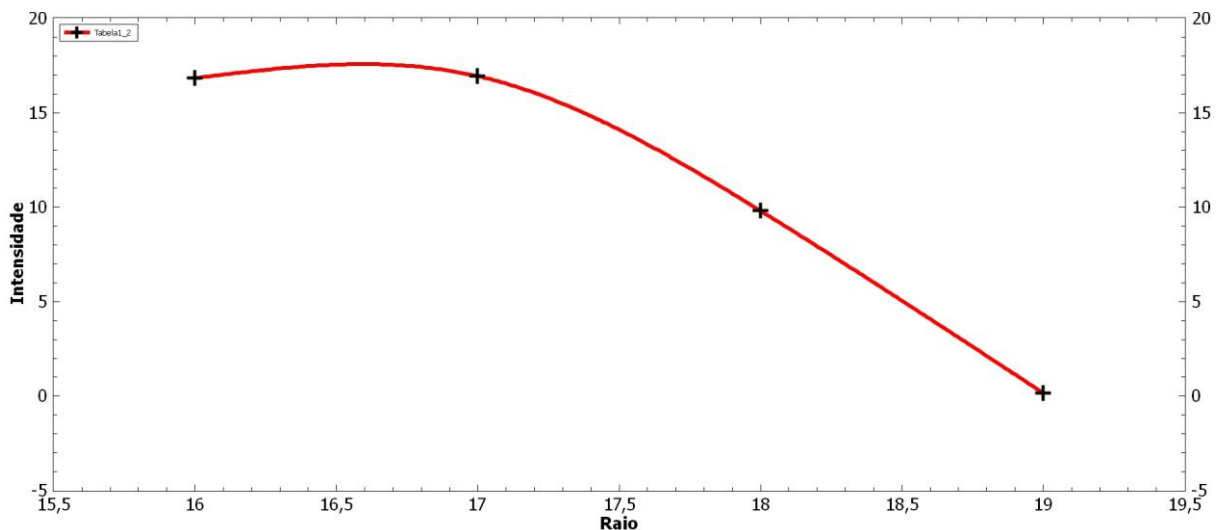


Figura 4.10: Intensidade da $\frac{[OIII] 5007 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ com relação ao raio

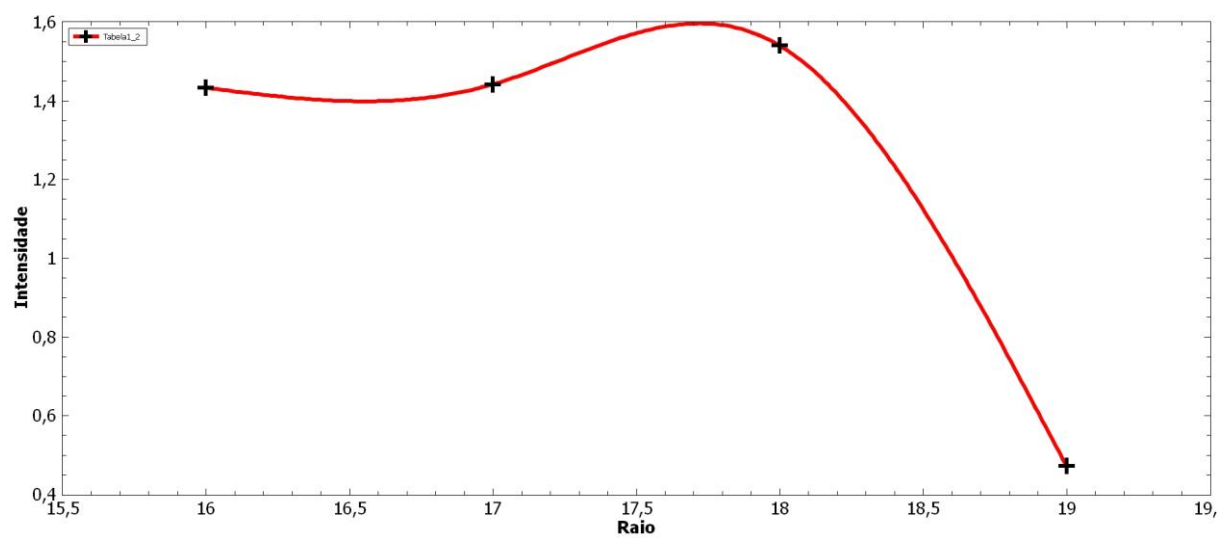


Figura 4.11: Intensidade da $\frac{[N III] 3869 \text{ \AA}}{H\beta 4861 \text{ \AA}}$ com relação ao raio

Capítulo 5

Considerações Finais

A utilização de códigos de fotoionização são essenciais na Astrofísica, pois com seus vários métodos de investigação facilitam e mostram caminhos a seguir antes de partir para a observação prática de coleta de dados em observatórios. Na literatura podemos encontrar diversas informações que tratam deste tema, e que abordam o comportamento de linhas espectrais em regiões HII e em NPs com distintas modelagens desenvolvidas com códigos de fotoionização.

Neste trabalho observamos o comportamento das linhas de emissão de O e N, pois são responsáveis pelo resfriamento do gás ionizado, presentes em NP, levando em consideração os parâmetros de temperatura e raio da fonte central da nuvem, onde foi possível identificar o comportamento das linhas mais intensas presentes na faixa do visível que varia de 3000 Å até 7000 Å. As linhas espectrais sintéticas [OI], [OII], [OIII], [NII] [NIII] estão presentes ao longo de toda a nuvem fotoionizada.

Primeiramente foi criado o modelo computacional, utilizando para tanto o código de fotoionização Cloudy. Nele criamos um espectro sintético de uma NP, e como parâmetros utilizamos a temperatura e raio da nuvem para poder observar os comportamentos das linhas espectrais mencionadas acima. Depois de todo o processo de criação e análise dessas linhas, deveríamos criar uma grade com os modelos gerados por onde passaríamos a fenda e compararíamos com um objeto astronômico real, porém uma série de fatores e tempo não foi possível. Fica para uma pesquisa de doutorado a observação em um observatório e a comparação com modelos sintéticos feitos em códigos de fotoionização.

Referências Bibliográficas

- Aad, G., Abbott, B., Abdallah, J., Abdelalim, A. A., Abdesselam, A., Abdinov, O., . . . others. (2013). Single hadron response measurement and calorimeter jet energy scale uncertainty with the ATLAS detector at the LHC. *The European Physical Journal C*, 73, 1-34.
- Abdalla, A., & Deo, N. (2002). Random-tree Diameter and the Diameter-constrained MST. *International Journal of Computer Mathematics*, 79, 651-663.
- Agüero, E. L. (1971). A List of Interesting Southern Galaxies. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 310-312.
- ALEMAN, I., & GRUENWALD, R. (2011). H2 infrared line emission from the ionized region of planetary nebulae. *Astronomy & Astrophysics*, pp. v. 528, p. A74.
- Bernard Salas, J. (2003). Physics and chemistry of gas in planetary nebulae. 183. Groningen.
- Bernard Salas, J. (2003). *Physics and chemistry of gas in planetary nebulae*. Groningen. s.n. Retrieved from <http://hdl.handle.net/11370/493e5925-3395-4a7b-864b-677b714eb42c>
- Cazetta, J. O. (1999). *Nebulosas planetárias e suas estrelas centrais: evolução e distâncias*. Ph.D. dissertation, Tese de Doutorado.
- COOKSEY, K. L. (2008). Characterizing the low-redshift intergalactic medium toward PKS 1302–102. *The Astrophysical Journal*, pp. v. 676, n. 1, p. 262.
- Danehkar, A., Parker, Q. A., & Ercolano, B. (2013). Observations and three-dimensional ionization structure of the planetary nebula SuWt 2. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 434, 1513-1530.
- Edmunds, M. G., & Pagel, B. E. (1984). On the composition of H II regions in southern galaxies--III. NGC 2997 and 7793. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 211, 507-519.
- ERCOLANO, B. e. (2003). MOCASSIN: a fully three-dimensional Monte Carlo photoionization code. . *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, pp. v. 340, n. 4, p. 1136-1152.
- Ercolano, B., Wesson, R., Zhang, Y., Barlow, M. J., De Marco, O., Rauch, T., & Liu, X.-W. (2004). Observations and three-dimensional photoionization modelling of the Wolf-Rayet planetary nebula NGC 1501. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 354, 558-574.
- Faes, D. M. (2011). *Modelagem de nebulosas planetárias com morfologia bipolar*. Ph.D. dissertation, Universidade de São Paulo.
- Ferland, G. J. (2014). HAZY, a Brief Introduction to CLOUDY 14. *The Ohio State University Internal Report.*, 1.
- FERLAND, G. J. (2017). The 2017 Release of cloudy. *arXiv preprint arXiv:1705.10877*.
- Ferland, G. J., Porter, R. L., Van Hoof, P. A., Williams, R. J., Abel, N. P., Lykins, M. L., . . . Stancil, P. C. (2013). The 2013 release of cloudy. *Revista mexicana de astronomía y astrofísica*, 49, 137-163.

- Fernandes, I. F., De Carvalho, R., Contini, T., & Gal, R. R. (2004). Massive star populations in Wolf-Rayet galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 355, 728-746.
- Fernandes, I. F., Gruenwald, R., & Viegas, S. M. (2005). Slit observations and empirical calculations for H ii regions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 364, 674-682.
- Fernandes, I. F., Santos Pedreira, M., & Beliz, F. S. (2015). SENHORES DA LUZ-ASTRÔNOMOS NO ANO INTERNACIONAL DA LUZ. http://dfis.uefs.br/caderno/vol13n1/s6artigo01_Iran.pdf.
- Fogaça, J. R. (15 de outubro de 2018). *Espectros Eletromagnéticos e Estrutura do átomo*. Acesso em 15 de outubro de 2018, disponível em Brasil Escola: <https://brasilecola.uol.com.br/quimica/espectros-eletromagneticos-estrutura-atomo.htm>
- Frankowski, A., & Soker, N. (2010). Very Late Thermal Pulses Influenced by Accretion in Planetary Nebulae. *Astrophysics*, 12.
- Frew, D. J., & Parker, Q. A. (2006). Towards a new distance scale and luminosity function for nearby planetary nebulae. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 2, 49-54.
- Frew, D. J., & Parker, Q. A. (2010). Planetary Nebulae: Observational Properties, Mimics, and Diagnostics. *Astronomical Society of Australia*, 25.
- GARCÍA-HERNÁNDEZ. (2012). Domingo Aníbal et al. Infrared study of fullerene planetary nebulae. *The Astrophysical Journal*, pp. v. 760, n. 2, p. 107, 2012.
- Goncalves, D. R., Ercolano, B., Carnero, A., Mampaso, A., & Corradi, R. L. (2006). On the nitrogen abundance of fast, low-ionization emission regions: the outer knots of the planetary nebula NGC 7009. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 365, 1039-1049.
- Gray, D. F. (2005). *The observation and analysis of stellar photospheres*. Cambridge University Press.
- Gray, D. F. (2005). *The observation and analysis of stellar photospheres*. Cambridge University Press.
- Hetem, J. C. (2016). Classificação Estelar: As estrelas não são iguais. Em Organização, & USP (Ed.), *TERRA E UNIVERSO Estrelas, Galaxias e Cosmologia* (1 ed., Vol. 1, p. 200). São Paulo: USP. Fonte: https://midia.atp.usp.br/impresos/lic/modulo01/estrelas_PLC0006/Estrelas_top02.pdf
- Higham, N. J. (1998). *Handbook of Writing for the Mathematical Sciences* (segunda ed.). SIAM: Society for Industrial and Applied Mathematics.
- Hoof, P. A., & Steene, G. C. (9 de 1999). Photoionization modelling of planetary nebulae - II. Galactic bulge nebulae, a comparison with literature results. 308, 623-630. doi:10.1046/j.1365-8711.1999.02728.x
- Jacoby, G. H., Ciardullo, R., De Marco, O., Lee, M. G., Herrmann, K. A., Hwang, H. S., . . . Davies, J. E. (2013). A Survey for Planetary Nebulae in M31 Globular Clusters. *The Astrophysical Journal*, 769, 10.
- Jacoby, G. H., Kronberger, M., Patchick, D., Teutsch, P., Saloranta, J., Howell, M., . . . others.

- (2010). Searching for faint planetary nebulae using the digital sky survey. *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 27, 156-165.
- Johnson, H. L., & Morgan, W. W. (1953). Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas. *The Astrophysical Journal*, 117, 313.
- Kennicutt Jr, R. C. (1992). The integrated spectra of nearby galaxies-General properties and emission-line spectra. *The Astrophysical Journal*, 388, 310-327.
- Knuth, D. E. (1984). *The Book* (15th ed.). Addison-Wesley.
- Knuth, D. E., Larrabee, T., & Roberts, P. M. (1996). *Mathematical Writing*. The Mathematical Association of America.
- Kohoutek, L. (2001). Version 2000 of the catalogue of Galactic planetary nebulae. *Astronomy & Astrophysics*, 378, 843-846.
- Komossa, S., & Schulz, H. (1997). Interpretation of the emission line spectra of Seyfert 2 galaxies by multi-component photoionization models. *arXiv preprint astro-ph/9701001*.
- Koski, A. T. (1978). Spectrophotometry of Seyfert 2 galaxies and narrow-line radio galaxies. *Astrophysical Journal, Part 1, vol. 223, July 1, 1978, p. 56-73*. doi:10.1086/156235
- Lagalante, A. F., Clarke, A. M., & Bruno, T. J. (1999). Measurement and Modeling of the Water- R143A Partition Coefficients of Organic Solutes Using a Linear Solvation Energy Relationship. *The Journal of Physical Chemistry B*, 103, 7319-7323.
- LEITHERER, C. e. (1996). A database for galaxy evolution modeling. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, pp. v. 108, n. 729, p. 996.
- Lenz, D. D., Newberg, J., Rosner, R., Richards, G. T., & Stoughton, C. (1998). Photometric separation of stellar properties using SDSS filters. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 119, 121.
- Macdonald, D. D. (2006). Reflections on the history of electrochemical impedance spectroscopy. *Electrochimica Acta*, 51, 1376-1388.
- MACIEL, W. J. (1999). Introdução a estrutura e evolução estelar. *Academica*, 24.
- Maciel, W. J. (1999). *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar Vol. 24*. Edusp.
- MAK, W.-K., MORTON, D. P., & WOOD, R. K. (1999). Monte Carlo bounding techniques for determining solution quality in stochastic programs. *Operations research letters*, pp. v. 24, n. 1-2, p. 47-56.
- MARTÍN-MANJÓN, M. L. (2008). The evolution of H ii galaxies: testing the bursting scenario through the use of self-consistent models. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, pp. v. 385, n. 2, p. 854-866, 2008.
- MASSARO, F. e. (2006). The properties of the circumnuclear regions in the Circinus galaxy. *Astronomy & Astrophysics*, pp. v. 455, n. 1, p. 153-159.
- Mehra, J., & Rechenberg, H. (1982). *The Historical Development of Quantum Theory: Part 2: The Reception of the New Quantum Mechanics 1925-1926*. Springer.
- Mills, D. L. (2007). Electron energy loss spectroscopy; history and related matters. *Applied Physics A*, 87, 427-431.

- MOE, M., & DE MARCO, O. (2006). Do most planetary nebulae derive from binaries? I. Population synthesis model of the galactic planetary nebula population produced by single stars and binaries. *The Astrophysical Journal*, v. 650, n. 2, p. 916, 2006.
- Monteiro, H. (2004). *Estrutura Espacial de Nebulosas Planetárias*. Ph.D. dissertation, Universidade de São Paulo.
- Monteiro, H., & Falceta-Gonçalves, D. (2011). Three-dimensional Photoionization Structure and Distances of Planetary Nebulae. IV. NGC 40. *The Astrophysical Journal*, 738, 174.
- Nieto-Ortega, B., & others. (2014). Quiralidad en Estructuras Supramoleculares: Espectroscopías de Dicroísmo Circular (ECD, VCD y ROA). https://riuma.uma.es/xmlui/bitstream/handle/10630/8080/TDR_NIETO_ORTEGA.pdf?sequence=1. Fonte: <https://core.ac.uk/download/pdf/62901666.pdf>
- OLIVEIRA, F. K., & SARAIVA, M. d. (2018). *Astronomia e Astrofísica*. <http://astro.if.ufrgs.br/rad/espec/espec.htm>.
- Osterbrock, D. E. (1974). *Astrophysics of Gaseous Nebulae* (San Francisco. Freeman.
- Osterbrock, D. E., & Dahari, O. (1983). Spectra of Seyfert galaxies and Seyfert galaxy candidates. *The Astrophysical Journal*, 273, 478-488.
- Osterbrock, D. E., & Dahari, O. (1983). Spectra of Seyfert galaxies and Seyfert galaxy candidates. *The Astrophysical Journal*, 273, 478-488.
- Padovani, P., & Rafanelli, P. (1988). Mass-luminosity relationships and accretion rates for Seyfert 1 galaxies and quasars. *Astronomy and Astrophysics*, 205, 53-70.
- Pagel, B. E., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M. S., & Smith, G. (1979). On the composition of H II regions in southern galaxies--I. NGC 300 and 1365. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 189, 95-113.
- Parker, Q. A., Acker, A., Frew, D. J., Hartley, M., Peyaud, A. E., Ochsenbein, F., . . . others. (2006). The macquarie/AAO/Strasbourg H α planetary nebula catalogue: MASH. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 373, 79-94.
- Peimbert, M. (1978). Chemical abundances in planetary nebulae. *Symposium-International Astronomical Union*, 76, pp. 215-224.
- Peimbert, M. (1978). Chemical abundances in planetary nebulae. *Symposium-International Astronomical Union*, 76, pp. 215-224.
- Peimbert, M., & Costero, R. (1969). Chemical Abundances in Galactic HII Regions. *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 5, 3-22.
- Pettini, M., & Pagel, B. E. (2004). [O iii]/[N ii] as an abundance indicator at high redshift. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 348, L59--L63.
- Pilyugin, L. S. (2000). On the oxygen abundance determination in HII regions: the problem of the line intensities--oxygen abundance calibration. *arXiv preprint astro-ph/0004032*.
- Pottasch, S. R. (1992). Evolution of planetary nebulae. *The Astronomy and Astrophysics Review*, 4, 215-266.
- Salpeter, E. E. (1971). Central stars of planetary nebulae. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 9, 127-146.
- Salpeter, E. E. (1971). Central stars of planetary nebulae. *Annual Review of Astronomy and*

- Astrophysics*, 9, 127-146.
- Saraiva, M. d. (2004). *Astronomia & Astrofísica*. Editora Livraria da Física.
- Silva, A. V. (2006). *Nossa Estrela O Sol* (Vol. 7). Editora Livraria da Física.
- SIMÓN-DÍAZ, S. e. (2007). Massive stars and their surrounding nebulae: A combined approach. . *arXiv preprint astro-ph/0702363*.
- Valadares, E. d., Alves, E. G., & CHAVES, A. L. (2005). *Aplicações da Física Quântica do Trans. à Nano*. Editora Livraria da Física.
- Watson, W. D., & Salpeter, E. E. (1972). On the abundances of interstellar molecules. *The Astrophysical Journal*, 175, 659.
- Weidenschilling, S. J. (1977). The distribution of mass in the planetary system and solar nebula. *Astrophysics and Space Science*, 51, 153-158.

