

OBSERVATÓRIO NACIONAL
MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
PROGRAMA DE PÓS GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA

DISSERTAÇÃO DE MESTRADO

Mecanismo de Fluorescência em Estrelas Simbióticas

MICHELE PAPPACENA RORIZ

RIO DE JANEIRO

Agosto - 2016

MICHELE PAPPACENA RORIZ

Mecanismo de Fluorescência em Estrelas Simbióticas

Dissertação de Mestrado apresentada ao
Observatório Nacional do Rio de Janeiro
como parte dos requisitos para a obtenção
do título de Mestre em Astronomia.

Orientador: Dr. Claudio Bastos Pereira

RIO DE JANEIRO

Agosto – 2016

A Ele, o criador das estrelas.

Epígrafe

Mãos, como concha
Que medem as águas do mar
A Terra é uma ilha pequena
Diante do Seu olhar
Faz as estrelas pra O encantar
Faz as baleias Seu nome adorar

Faz todo ser que respira
Seu nome louvar
E se ninguém se mover
Faz as pedras clamarem
Faz e desfaz, mas é pelo que É
Que me atrai, fonte da fé

Imensurável, Indescritível
Teu trono é o céu
Descansa os pés aqui, Deus
Imensurável, Deus acessível
Tão grande Tu és
E mesmo assim habitas em mim

Maior que o infinito
Eu não Te resisto
És meu universo
Não encontro verso
Pra compor um hino
Que seja perfeito
Pois não há defeito em Ti, Deus

Anderson Freire

Agradecimentos

Acima de tudo, agradeço a Deus por ter me permitido chegar até aqui. Único, Fiel e Verdadeiro, Ele é muito mais do que eu possa expressar; Sua maravilhosa graça tem me mantido de pé. Detém em Seu poder a matéria prima da vida e de toda a criação; é o dono da ciência e o arquiteto do céu.

À minha família: minha mãe, meu pai e minha irmã, pelo constante apoio e incentivo. Família é a base de tudo, sem a qual não estaria aqui. Amo vocês!

Agradeço também ao meu orientador, Dr. Claudio Bastos Pereira, pela sua orientação e paciência para a conclusão deste trabalho.

A todos os professores que me deram aula durante o meu mestrado: Dr. Flávio Pereira, Dr. Vladimir Ortega, Dr. Claudio Bastos, Dr^a. Simone Daflon, Dr^a. Tereza Villegas, Dr. Marcelo Borges e Dr. Armando Bernui. A todos, o meu muito obrigado!

Aos meu colegas e amigos de sala por todo o tempo que estivemos juntos: Ana Carolina (Carol) e Daniel de Oliveira, desde os tempos de faculdade; Carmem Ayala, Tiago de Souza e Rafael Guerço, durante esse tempo de Observatório Nacional.

À CAPES pelo suporte financeiro durante o mestrado.

Resumo

Estrelas simbióticas são sistemas binários interagentes formados por uma estrela fria (gigante vermelha) e uma estrela quente (anã branca) acretaando o material que foi ejetado pela sua companheira por meio de um vento estelar. Baseado na componente fria do sistema, as estrelas simbióticas são classificadas entre tipo S (stellar) e tipo D (dust).

A dissertação de mestrado ora apresentada concentra-se em dois pontos de estudo: no mecanismo de fluorescência em estrelas simbióticas e no diagrama de diagnóstico baseado na razão de linhas do espectro óptico. Este diagrama é particularmente útil porque segrega entre estrelas simbióticas e nebulosas planetárias. Já o mecanismo de fluorescência é um tema importante no contexto astrofísico pois consegue explicar a intensidade observada das linhas em emissão, presentes nos espectros de gases nebulares, além de promover uma compreensão melhor da região onde as linhas são formadas.

Neste trabalho, o mecanismo de fluorescência foi aplicado na região visível do espectro de cinco estrelas simbióticas tipo S, afim de investigar as linhas permitidas do oxigênio duas vezes ionizado, OIII, conhecidas como linhas de Bowen. Nossa amostra é composta pelos seguintes objetos: NSV 11776, Y Cra, V 919 Sgr, KX Tra e CD-43°14304. Para cada um desses objetos, comparamos a razão de linhas observada com a respectiva razão de linhas teórica. Em seguida, determinamos a eficiência do mecanismo de fluorescência de Bowen, estudo ainda não disponível na literatura.

Quando observados somente no visível, os espectros das estrelas simbióticas não diferem dos espectros observados de nebulosas planetárias. Por esse motivo, foi proposto na literatura um diagrama de diagnóstico que separa entre esses dois tipos de objetos. O diagrama é baseado nas linhas proibidas do oxigênio duas vezes ionizado, [OIII], em 4363Å e 5007Å. Dessa forma, utilizando os espectros dos cinco objetos estudados, analisamos como essas estrelas estão distribuídas pelo diagrama, em especial para a simbiótica NSV 11776, que ainda é um objeto pouco estudado na literatura.

Para a simbiótica NSV 11776, reunimos os dados que se têm disponíveis na literatura e determinamos alguns parâmetros físicos para este objeto, tais como a extinção interestelar, a temperatura eletrônica e a densidade eletrônica.

Por fim, aplicamos o mecanismo de fluorescência na região espectral do vermelho, entre 5000Å e 10000Å, para três estrelas simbióticas do tipo D: H 1-36, Hen 2-104 e Hen 2-106. Nosso objetivo foi investigar o principal mecanismo de formação da linha permitida do oxigênio neutro, OI, em 8446Å. O mecanismo de fluorescência dos fótons $Ly\beta$, da série de Lyman do hidrogênio, parece funcionar como mecanismo de excitação da linha 8446Å nessas três estrelas simbióticas.

Palavras-chave: Estrela simbiótica, Mecanismo de fluorescência, Diagrama de diagnóstico

Abstract

Symbiotic stars are interacting binary system formed by a cool star (red giant) and a hot companion (white dwarf) accreting the material ejected for its companion by a stellar winds. Based in the cool companion, symbiotic stars are classified between S type (stellar) and D type (dust).

In this work, we concentrate our attention in the fluorescence mechanism in symbiotic stars and in the diagnostic diagram based in the lines ratios of the optical spectrum. This diagram is a good tool to separate symbiotic stars and planetary nebulae. On the other hand, the mechanism fluorescence is a important theme in the astrophysical context because it explain the line intensity observed in nebular spectra and allows understanding the forming regions of emission lines.

The fluorescence mechanism was applied in the optical spectral region for five S type symbiotic stars to investigate the permitted lines of the double ionized oxygen, OIII, knows as Bowen lines. Our sample consists of the following objects: NSV 11776, Y Cra, V 919 Sgr, KX Tra and CD-43°14304. For each object, we compare the observed lines ratio with the respective theoretic rate and, then, we determine the efficiency of the Bowen fluorescence mechanism in these five symbiotic stars S type, study not available, yet.

When observed in the optical region, the spectrum of symbiotic star does not differ of the spectrum of planetary nebulae. Thus, it was propose by workers a diagram diagnostic that separate between this two kind of objects. The diagram is based in the forbidden lines of double ionized oxygen, [OIII], at 4363Å and 5007Å. Using the spectrum of the five objects studied, we analysed how these

stars are distributed by the diagram, in particular for symbiotic star NSV 11776, little studied by workers.

For the symbiotic star NSV 11776, we gather the available data in the previous works and we determined physical parameter for this object, as interstellar extinction, electronic temperature and electronic density.

Finally, we applied the fluorescent mechanism in the red spectral region for three D-type symbiotic stars: H 1-36, Hen 2-104 e Hen 2-106, to investigate the main excitation mechanism of permitted line of neutral oxygen, OI, at 8446\AA . According to the developed discussion, the fluorescence mechanism of $\text{Ly}\beta$ photons of hydrogen Lyman series seems be the main excitation mechanism of OI line in these three symbiotic stars.

Keywords: Symbiotic star, Fluorescence mechanism, Diagnostic diagram

Lista de Figuras

1.1	Ilustrações para o modelo de estrela isolada	7
1.2	Geometria do modelo de estrela binária	11
1.3	O espectro de uma estrela simbiótica	13
1.4	Diagrama de níveis de energia para o espalhamento Raman do OVI	15
1.5	Diferença entre nebulosa planetária e estrela simbiótica	22
2.1	Coincidência entre os níveis de energia do HeII e OIII	30
2.2	Diagrama parcial dos níveis de energia do OIII	32
2.3	Transições do processo O1	34
2.4	Transições do processo O3	35
2.5	Região espectral entre 3100Å e 3300Å	47
2.6	Região espectral entre 3300Å e 3500Å	48
2.7	Região espectral entre 3500Å e 4000Å	49
2.8	Efeito da correção pela extinção interestelar no contínuo da sim- biótica NSV 11776	57
2.9	Efeito da correção pela extinção interestelar no contínuo da sim- biótica V919 Sgr	58
3.1	Diagrama BPT, incluindo os objetos He2-104 e He2-106	63

3.2	Diagrama BPT e a posição das nebulosas planetárias e das estrelas simbióticas	65
3.3	Nebulosas planetárias e estrelas simbióticas na abordagem alternativa do diagrama BPT	66
3.4	Diagrama de diagnóstico, incluindo novos objetos	67
3.5	Transições proibidas do OIII na configuração eletrônica $2p^2$	69
3.6	Diagrama de diagnóstico apresentado por Baella (2010)	71
3.7	Diagrama de diagnóstico apresentado neste trabalho, identificando as três regiões A , B e C	74
3.8	Diagrama de diagnóstico apresentado neste trabalho e o possível limite simbiótico	75
3.9	Objetos deste trabalho no diagrama de diagnóstico	76
3.10	Região espectral entre 4000Å e 5100Å para os cinco objetos da amostra	77
4.1	Diagnóstico de plasma para a simbiótica NSV 11776	88
4.2	Curva de luz para a simbiótica NSV 11776	89
5.1	Diagrama parcial de energia do OI nas configurações de tripleto e quinteto	92
5.2	Transições proibidas do OII na configuração eletrônica $2p^3$	96
5.3	Diagrama parcial de energia do OI na configuração do tripleto	98
5.4	Coincidência entre os níveis de energia do OI e HI	100
5.5	Região espectral no vermelho (a)	105
5.6	Região espectral no vermelho (b)	106
5.7	Linha 8446Å em destaque nos espectros de quatro objetos	107

5.8 Logarítmo da razão teórica I_{8446}/I_{6300} versus N_e para $T_e = 10000\text{K}$ 114

5.9 Logarítmo da razão teórica I_{8446}/I_{6300} versus N_e para $T_e = 20000\text{K}$ 115

Lista de Tabelas

1.1	Coordenada dos objetos estudados neste trabalho	27
2.1	Razão de linhas e determinação de E_{B-V} para os cinco objetos da amostra	44
2.2	Fluxos observados e fluxos corrigidos das linhas de Bowen, utilizando as linhas do hidrogênio	50
2.3	Razão de linhas - Processos O1 e O3 utilizando as linhas do hidrogênio	51
2.4	Eficiência do mecanismo de Bowen - Processos O1 e O3, utilizando as linhas do hidrogênio	53
2.5	Fluxo observado e fluxo corrigido das linhas de Bowen, utilizando as linhas do hélio	54
2.6	Razão de linhas - Processos O1 e O3, utilizando as linhas do hélio	55
2.7	Eficiência do mecanismo de Bowen - Processos O1 e O3, utilizando as linhas do hélio	56
3.1	Novas estrelas simbióticas da literatura	73
3.2	Parâmetros físicos para os cinco objetos deste trabalho	83
5.1	Parâmetros físicos para três simbióticas	109

5.2	Comparação entre R_{TEO} e R_{OBS} para os três objetos estudados .	109
5.3	Razão de linhas observada, R_{OBS} , e as profundidades ópticas $\tau_{H\alpha}$ e $\tau_{H\alpha}^{Balmer}$ para os três objetos estudados	111

Sumário

1	A evolução no entendimento das estrelas simbióticas	1
1.1	Estrelas de espectro combinado	2
1.2	O modelo para estrela simbiótica	5
1.2.1	Modelo de estrela isolada	6
1.2.2	Modelo de estrela binária	8
1.3	As linhas em 6830Å e 7080Å	12
1.4	O mecanismo de fluorescência	16
1.5	Classificação	18
1.5.1	Simbióticas amarelas	20
1.6	Parâmetros Orbitais	20
1.7	Nebulosa planetária X estrela simbiótica	21
1.8	A visão moderna	23
1.9	Por que estudar esses objetos?	24
1.10	Motivação e objetivos deste trabalho	25
1.11	Conclusão	27
2	Linhas de Bowen e avermelhamento	29
2.1	O mecanismo de fluorescência de Bowen	29

2.2	O processo de troca de carga	36
2.3	A eficiência do mecanismo de Bowen	37
2.4	As linhas de Bowen em estrelas simbióticas	39
2.5	Metodologia deste trabalho	40
2.5.1	Extinção interestelar	40
2.5.2	Espectro dos objetos	46
2.5.3	As linhas de Bowen nos objetos	50
2.6	Conclusão	59
3	Diagrama de diagnóstico	61
3.1	A busca por um diagrama de diagnóstico	62
3.2	Entendendo o diagrama de diagnóstico	68
3.3	Abordagem do diagrama de diagnóstico	70
3.4	Posição dos objetos no diagrama de diagnóstico	78
3.4.1	Densidade eletrônica e temperatura eletrônica	78
3.4.2	A componente fria	82
3.5	Nossos objetos no diagrama de diagnóstico	83
4	Estudo da simbiótica NSV 11776	85
4.1	Extinção	86
4.2	Densidade eletrônica e temperatura eletrônica	86
4.3	Estudo fotométrico	88
4.4	Conclusão	89
5	Estrelas simbióticas na região do vermelho	91
5.1	A linha 8446Å do OI	92

5.1.1	Recombinação radiativa	94
5.1.2	Fluorescência do contínuo	97
5.1.3	Fluorescência do $Ly\beta$	99
5.2	Objetos estudados	103
5.3	Discussão	108
5.4	Conclusão	117
Referências Bibliográficas		119

Capítulo 1

A evolução no entendimento das estrelas simbióticas

Neste trabalho, iremos dedicar nossa atenção na análise de um grupo de estrelas que são conhecidas na literatura como *estrelas simbióticas*. No início, quando essas estrelas foram identificadas, elas eram apontados como *estrelas de espectro combinado*, pois, ao mesmo tempo que exibiam linhas em emissão, apresentavam bandas em absorção nos seus espectros.

Antes de entrarmos, de fato, no estudo da tais objetos, achamos conveniente começar fazendo uma revisão histórica, onde tentaremos mostrar como o conceito envolvendo estrelas simbióticas foi evoluindo ao longo do tempo, até a construção do cenário atual, aceito hoje na literatura.

1.1 Estrelas de espectro combinado

O ano de 1912 pode ser considerado como um marco inicial no campo de estudo que diz respeito às estrelas simbióticas. Algumas estrelas do catálogo HD apresentavam linhas em emissão, ao invés das esperadas e características bandas de absorção em seus espectros (Kenyon, 1986); e foi no ano de 1912 que Fleming and Pickering (1912) propuseram uma lista para essas estrelas que apresentavam espectros peculiares, agrupando-as em treze diferentes categorias. Mais tarde, em 1918, A. Cannon isolou outro grupo de estrelas vermelhas com linhas do hidrogênio (HI) e do hélio uma vez ionizado (HeII); um desses objetos era Z Andromedae.

Em novembro de 1919, Merrill (1919) publicou um estudo espectroscópico de R Aquarii, uma estrela variável de longo período que, segundo ele, possuía um "espectro muito peculiar", no qual poderia ser descrito como a combinação de uma nebulosa gasosa e uma estrela típica de classe M. R Aquarii apresentava linhas proibidas do oxigênio duas vezes ionizado, [OIII]¹, e linhas do HI, juntamente com bandas de absorção do óxido de titânio (TiO). Mais tarde, linhas do HeII, CIII e NIII apareceram no espectro de R Aquarii e permaneceram fortes até 1933 (cf. Kenyon, 1986).

Ainda, segundo Kenyon (1986), H. H. Plaskett, no ano de 1928, completou um estudo de Z Andromedae, em que também foi identificado uma fonte estelar (devido às linhas de baixa excitação, como, por exemplo, TiII e FeII) e uma fonte nebulosa (devido às linhas de alta excitação, como, por exemplo, HeII, NIII e [OIII]) no espectro desse objeto, mas não notou características de absorção.

¹Utiliza-se o elemento entre colchetes para indicar uma transição proibida deste mesmo elemento. Na seção 3.2, do Capítulo 3, discutiremos essas linhas.

Somente em 1932, bandas de TiO foram identificadas por F. S. Hogg.

No mesmo ano, [Merrill and Humason \(1932\)](#) publicaram a descoberta de mais três estrelas com espectros peculiares, apresentando linhas do HI, a linha em 4686 Å do HeII e as linhas nebulares do [OIII], sobre um contínuo que apresentava bandas de absorção de TiO. Eram elas: CI Cyg, RW Hya e AX Per. Neste ponto, [Merrill and Humason \(1932\)](#) já questionavam como é que seria possível uma linha de alta excitação aparecer juntamente com o espectro de uma molécula, que se dissocia a baixas temperaturas.

A descoberta de novas variáveis peculiares aumentou o interesse nessas *estrelas de espectro combinado* e, com o passar dos anos, vários desses objetos foram sendo identificados ([Kenyon, 1986](#)). As observações feitas por [Merrill and Humason \(1932\)](#) levaram P. W. Merrill a começar uma série de investigações acerca dessas estrelas, estudando seus espectros e determinando suas velocidades radiais, tornando-o pioneiro neste campo de pesquisa. Também os estudos fotométricos indicavam objetos semiregulares e de longo período de variação, da ordem de um a dois anos ([Sahade, 1982](#)).

Ainda mais informações foram adquiridas a partir de 1939 pelo, então, novo espectrógrafo do Observatório de McDonald, cobrindo uma região espectral entre 3200Å e 3900Å. O objetivo, no entanto, era obter dados para o estudo das atmosferas estendidas ([Swings and Struve, 1940](#)). Finalmente, no ano seguinte, 1941, P. W. Merrill utilizou pela primeira vez o termo biológico *simbiose*² na Astrofísica, para as estrelas que apresentavam em seus espectros linhas de emissão de alta excitação sobre um espectro de absorção de baixa temperatura, típico de

²O termo *simbiose* na Biologia significa uma associação entre dois ou mais seres, vivendo conjuntamente como um só organismo.

uma estrela do tipo M (cf. [Merrill, 1958](#)). Nasce, então, o nome *estrelas simbióticas*. Z Andromedae foi tida como protótipo de estrela simbiótica, onde duas componentes estelares: uma componente fria e uma componente quente pareciam coexistir.

Com o passar do tempo, tornou-se necessário adotar critérios para uma definição mais precisa de estrela simbiótica, isto é, o que classificaria uma variável peculiar em estrela simbiótica. Essa classificação dependia muito do protótipo de objeto adotado, uma vez que, outros objetos candidatos seriam comparados com esse mesmo padrão. No ano de 1969, A. A. Boyarchuk propôs que um sistema simbiótico deveria apresentar uma variabilidade irregular no óptico, com amplitude de até 3 magnitudes e um período de vários anos (cf. [Gutierrez-Moreno, 1988](#)).

Mais tarde, [Allen \(1979\)](#), adotou os seguintes critérios:

I – O objeto deve apresentar um aspecto estelar

Ia – Linhas de emissão de íons com potencial de ionização maior que 55 eV (ou seja, emissão do HeII) deve ter estado presente alguma vez, além da evidência do espectro estelar do tipo G ou mais tardio;

Ib – Na falta de uma clara evidência da presença de uma estrela do tipo tardia, o potencial de ionização representado deve ter excedido 100 eV (emissão do [Fe VII]) em algum momento.

Porém, de acordo com [Kenyon \(1986\)](#), estrelas simbióticas violaram um ou todos os critérios de classificação propostos e, então, [Kenyon \(1986\)](#) propôs um novo critério de seleção:

I – As características de absorção da estrela gigante do tipo tardio (estrela G, K ou M que não seja da sequência principal ou uma estrela supergigante);

II – Linhas de emissão do HI e HeI e:

- (a) linhas adicionais de íons com potencial de ionização de, pelo menos, 20 eV (por exemplo, [OIII]) com largura maior que 1 Å ou
- (b) um contínuo do tipo A ou F com linhas de absorção do HI, HeI e metais uma vez ionizados.

Assim, foram surgindo os critérios de seleção para classificar ou não um objeto como estrela simbiótica. Esses critérios propostos por [Kenyon \(1986\)](#), ainda hoje, são utilizados na literatura para definir um sistema simbiótico. Alguns refinamentos foram adicionados a esses critérios, como veremos no decorrer do capítulo. Em geral, os autores estabelecem os critérios adotados para classificar um objeto como estrela simbiótica.

1.2 O modelo para estrela simbiótica

Naturalmente, ao longo do desenvolvimento da pesquisa, vários modelos e hipóteses foram construídos para tentar explicar os espectros que esses objetos apresentavam. O primeiro encontro internacional dedicado às estrelas simbióticas ocorreu em 1982, no 70^o colóquio da IAU ([Friedjung and Viotti, 1982](#)). Lá, muitos autores reuniram suas idéias e apresentaram os trabalhos que já vinham sendo desenvolvidos neste novo campo de pesquisa.

Dedicaremos esta seção para apresentar, de maneira muito breve, os primeiros modelos que foram propostos na literatura até o modelo atualmente aceito e suportado pelas observações. [Friedjung \(1982\)](#) resumiu os modelos que foram propostos até a data do colóquio da IAU. Dois tipos de modelos foram sugeridos para tentar explicar o espectro exibido pelas estrelas simbióticas: o *Modelo de*

estrela isolada e o *Modelo de estrela binária*. Abordaremos a seguir cada um dos dois.

1.2.1 Modelo de estrela isolada

Dentro do modelo de estrela isolada, havia ainda duas possíveis abordagens, em que (i) um objeto central e quente estaria envolvido por um envelope frio ou então que (ii) um objeto central e frio estaria envolvido por um envelope quente. As charges apresentadas na página seguinte, na Figura 1.1, ilustram essas duas possíveis visões.

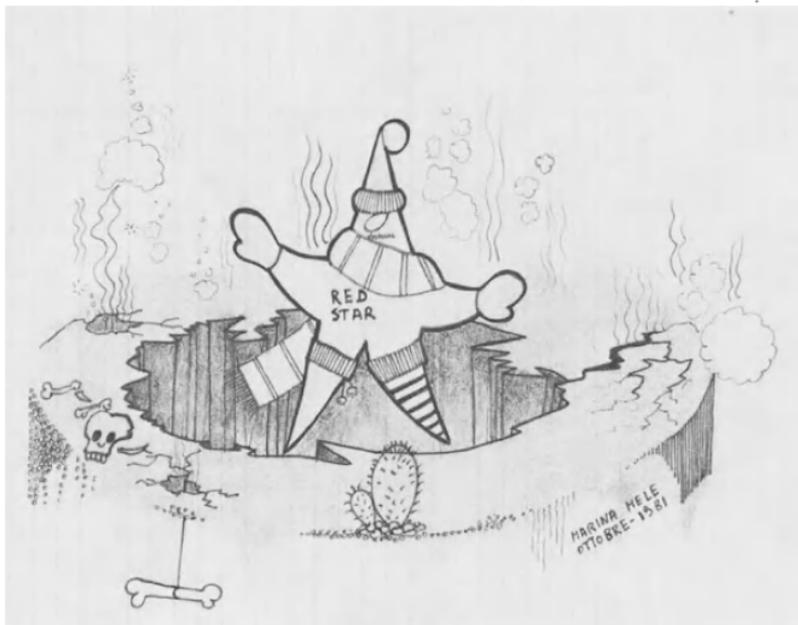
Na visão da primeira abordagem (i), um objeto central e quente estaria envolvido por um envelope frio. No ano de 1960, Sobolev havia proposto um envelope com uma significativa profundidade óptica. Esse envelope frio poderia ser regiões frias de um vento de uma subanã quente, que produziria as linhas de absorção; todavia seria necessário um vento com velocidade da ordem da velocidade de escape da estrela. Nem linhas de emissão, com correspondentes larguras, nem linhas de absorção com um deslocamento para o azul correspondente eram observadas, a menos que houvessem grandes desvios da simetria esférica.

Já na visão da segunda abordagem (ii), proposta anteriormente, no ano de 1954, por D. A. Aller, um objeto central e frio, como uma gigante vermelha, estaria envolvida por um envelope quente, como uma cromosfera ou coroa. Dessa forma, as linhas de emissão poderiam ser produzidas por meio de aquecimento por choque na cromosfera ou na coroa.

Vários autores propuseram modelos de estrela isolada para tentar descrever o que se observava nos espectros das estrelas simbióticas, uma vez que astrônomos



(a) Estrela quente envolvida por um envelope frio?



(b) Estrela fria envolvida por um envelope quente?

Figura 1.1: Ilustrações para o modelo de estrela isolada. Figuras extraídas de [Friedjung and Viotti \(1982\)](#).

não conseguiram identificar movimento orbital em alguns desses objetos ([Kenyon, 1992](#)).

1.2.2 Modelo de estrela binária

Outro modelo, que foi inicialmente proposto, antes mesmo do modelo de estrela isolada e, desde então, mais aceito, é o modelo de estrela binária. [Friedjung \(1982\)](#) escreveu que a unanimidade dos participantes da IAU n^o 70 pareciam defender o modelo de estrela binária. Conforme narrado por [Friedjung \(1982\)](#) e [Gutierrez-Moreno \(1988\)](#), L. Berman, no ano de 1932, propôs um sistema binário para várias estrelas simbióticas ³. F. S. Hogg, em 1934, estudou o modelo de sistema binário, mais especificamente para Z Andromedae, que mais tarde foi considerada o protótipo de estrela simbiótica, conforme dissemos anteriormente. A proposta inicial era de uma estrela gigante do tipo M com uma companheira do tipo O ou do tipo B, envolvida por uma nebulosa.

Já no ano de 1941, G. P. Kuiper propôs uma estrela da sequência principal tendo como companheira uma gigante vermelha preenchendo seu lóbulo de Roche⁴. As fortes linhas de emissão seriam, então, produzidas pela matéria que é ejetada da gigante, por meio de um vento estelar (taxa de perda de massa), caindo sobre a companheira da sequência principal. Nessa hipótese, explosões e flutuações no brilho desses objetos seriam devidos à taxa de transferência de massa ([Gutierrez-Moreno, 1988](#); [Kenyon, 1992](#)).

Considerando o modelo de estrela binária, [Boyarchuk \(1975\)](#) propôs três fontes

³É claro que, nessa época, o nome estrela simbiótica ainda não havia sido proposto.

⁴O lóbulo de Roche delimita a região do espaço em que a matéria está gravitacionalmente ligada à estrela ejetando matéria. Quando a matéria ejetada ultrapassa esse limite, a massa cai sobre a companheira binária.

de radiação:

- (a) *uma gigante vermelha do tipo G-M;*
- (b) *uma estrela compacta quente, com temperatura efetiva $T_{eff} \sim 10^5\text{K}$;*
- (c) *uma nebulosa com temperatura eletrônica $T_e \sim 17000\text{K}$ e densidade eletrônica $N_e \sim 10^6\text{cm}^{-3}$.*

Essa passou a ser a idéia mais aceita; estrelas simbióticas seriam sistemas binários formados por três componentes distintas: a componente fria (a), a componente quente (b) e a componente nebulosa (c). A componente fria daria conta das bandas de absorção, a componente quente seria a fonte de fótons que ioniza a componente nebulosa, que originaria as linhas em emissão. A concepção de um sistema binário, de fato, explicou várias características que são encontradas nos espectros das estrelas simbióticas (Friedjung, 1982).

De acordo com Kenyon (1992), os dados acumulados por meio das observações feitas aqui na Terra e das observações feitas por satélite suportam a idéia da binaridade para as estrelas simbióticas. Eclipses da componente quente pela gigante podem explicar as periódicas variações fotométricas, ou ainda, o efeito de reflexão, em que a componente quente aquece o hemisfério da gigante, provocando variações fotométricas periódicas.

Com o advento de observações mais modernas, a qualidade na medição de velocidade radial tornou-se melhor, capaz de verificar o movimento orbital. Essas órbitas sugeriam uma gigante vermelha com massa entre $1M_{\odot} \sim 3M_{\odot}$; já para a componente quente, uma massa entre $0.5M_{\odot} \sim 1.5M_{\odot}$ (Kenyon, 1992). Na década de 80, a *International Ultraviolet Explorer - IUE* derrubou de vez o modelo de estrela isolada, quando detectou um forte contínuo no azul em quase todas as estrelas simbióticas.

As análises feitas na região do ultravioleta apontavam para uma estrela compacta, uma anã branca, como sendo a componente quente da maior parte dos sistemas simbióticos. Também foi sugerido (1984) que uma estrela da sequência principal, tipo solar, envolvida por um disco de acreção, assemelhar-se-ia melhor ao espectro observado na região do ultravioleta. A acreção de matéria passou a ser outro ingrediente importante para entender a física envolvida por trás de objetos simbióticos, de maneira que estrelas simbióticas seriam sistemas binários interagentes.

Cada componente de um sistema simbiótico domina uma região específicas do espectro. A componente quente domina na região do ultravioleta, como já discutido; a componente fria domina a região do infravermelho, uma vez que estrelas como gigantes vermelhas têm o pico de emissão deslocado para essas regiões; por fim, a componente nebular domina na região do visível. [Kenyon \(1992\)](#) descreveu em detalhes cada uma delas.

A hipótese de um sistema binário é amplamente aceita hoje. [Kenyon \(1992\)](#) ainda classificou as estrelas simbióticas quanto a binaridade em três tipos, conforme sintetizado por [Kogure and Leung \(2010\)](#):

Binária semidestacada – Gigante vermelha com o seu lóbulo de Roche preenchido e uma estrela da sequência principal. O disco de acreção ao redor da estrela quente é parcialmente ionizado, produzindo as linhas de emissão.

Binária destacada (I) – Gigante vermelha que perde material via vento estelar e uma anã branca com temperatura entre $30000\text{K} \sim 200000\text{K}$ e raio entre $0.01R_{\odot} \sim 1R_{\odot}$.

Binária desatacada (II) – Mira variável e uma anã branca. As estrelas Miras possuem uma taxa de perda massa maior que as gigantes vermelhas, produzindo

uma camada de poeira ao redor da Mira.

A Figura 1.2 ilustra, de maneira genérica, o modelo binário para as estrelas simbióticas, composto por uma gigante vermelha e uma anã branca. Uma parte do material que é ejetado da componente fria, via vento estelar, é ionizado (região HII) pela anã branca, a outra região (região HI) permanece neutra, pois os fótons ultravioleta da componente quente não atingem essa região.

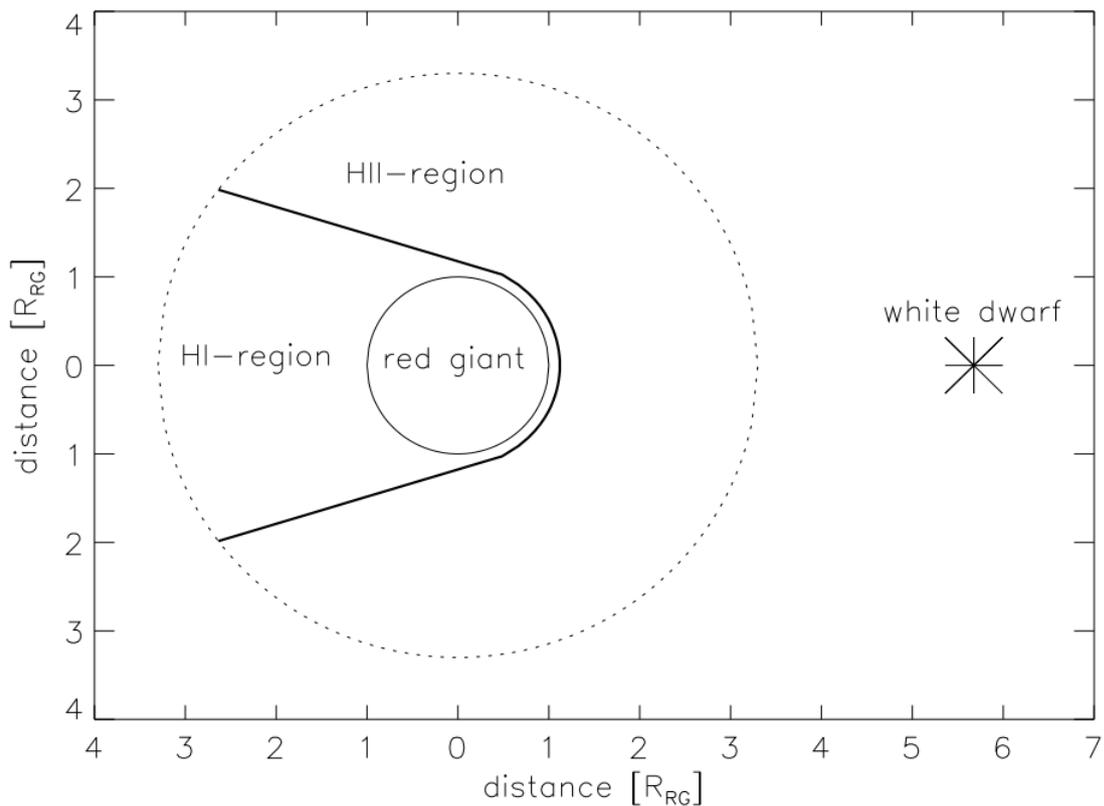


Figura 1.2: Geometria do modelo de estrela binária. A gigante vermelha perde material por meio de um vento estelar; esse material é parcialmente ionizado pela anã branca, a fonte quente do sistema. Figura extraída de [Schwank et al. \(1997\)](#).

1.3 As linhas em 6830Å e 7080Å

A Figura 1.3 ilustra o espectro genérico de uma estrela simbiótica, apresentado por Allen (1984). Observe como o aspecto estelar na distribuição do contínuo do espectro se torna bastante evidente da região do infravermelho. Sobre o contínuo estão as linhas de emissão, devidas ao gás aquecido pela fonte quente. Na região do visível, praticamente não há contínuo.

Antes, ainda no ano de 1980, Allen (1980) notou que 60 objetos apresentavam em seus espectros largas bandas em emissão, centradas em 6830Å e 7080Å (veja a Figura 1.3). Além disso, todas essas 60 estrelas eram classificadas como estrelas simbióticas, pois seus espectros apresentavam a combinação de linhas em emissão de alta excitação, juntamente com características de absorção de uma estrela do tipo M. Observe a Figura 1.3.

Essas duas bandas ainda sugeriam que elas eram devidas a uma mesma espécie de íon, com potencial de excitação acima de 100 eV. Entretanto, sua identificação não era evidente. Observe que na ilustração da Figura 1.3, essas bandas ainda não estavam identificadas. Allen (1980), entretanto, sugeriu uma série de causas que poderiam ser responsáveis por essa característica assinatura nos espectros das estrelas simbióticas.

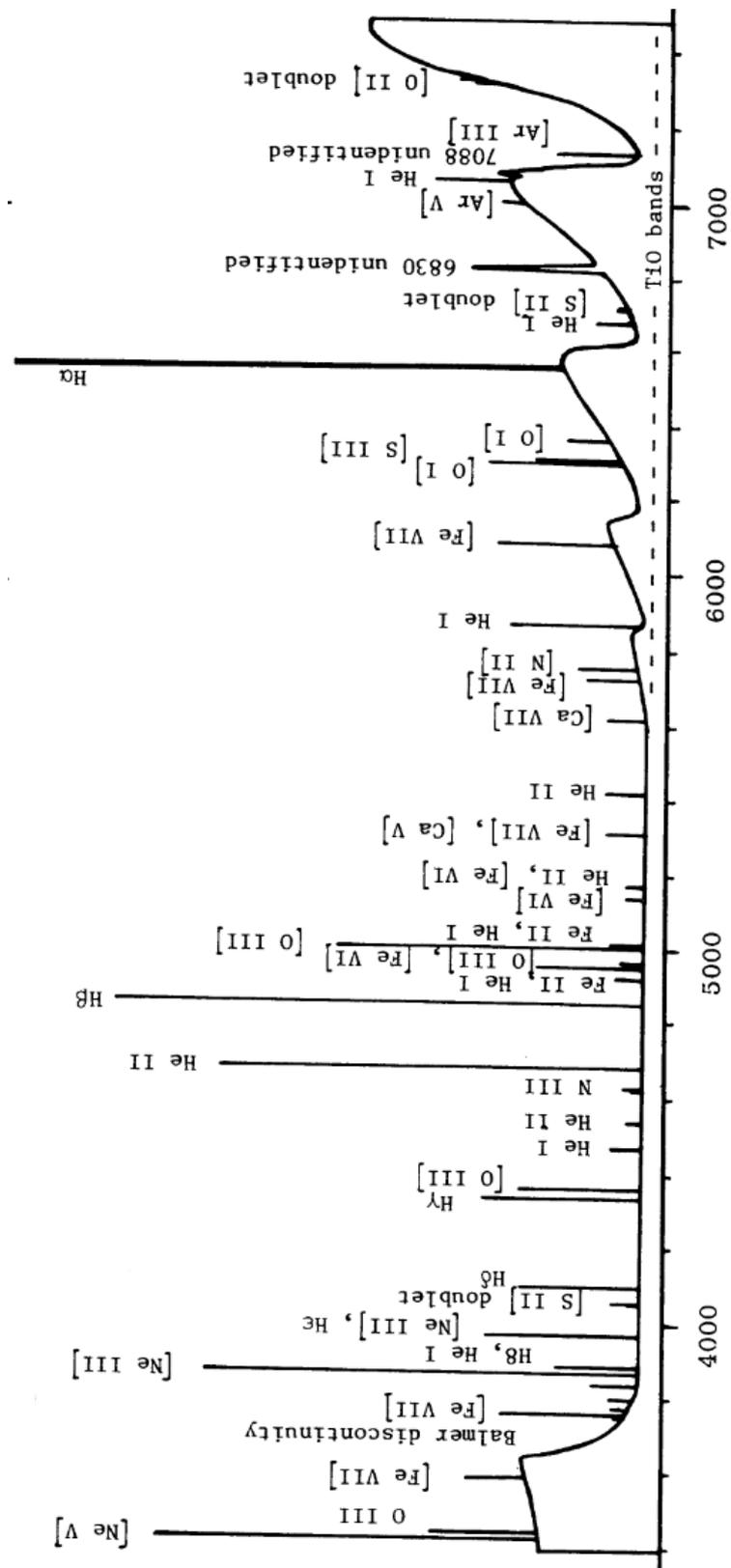


Figura 1.3: O espectro de uma estrela simbiótica. Figura extraída de [Allen \(1984\)](#).

A explicação para essas bandas, entretanto, só foi encontrada em 1989, quando Schmid (1989) reconheceu o *Espalhamento Raman* do OVI com linhas ressonantes do HI como mecanismo físico responsável pela presença dessas bandas nos espectros das estrelas simbióticas. Juntamente com este trabalho, Nussbaumer et al. (1989) mostraram que o espalhamento Raman, na verdade, é um mecanismo que deve sim ser considerado nos diagnósticos nebulares.

A teoria quântica envolvida no espalhamento Raman (teoria de perturbação de segunda ordem dependente do tempo) foge ao escopo deste trabalho e, portanto, não discutiremos os detalhes teóricos, mas abordaremos qualitativamente sobre esse mecanismo, entendendo a física envolvida nele. Os processos de espalhamento são muito favorecidos pelas condições encontradas na componente nebular das estrelas simbióticas.

Observando a geometria apresentada na Figura 1.2, vemos que a componente nebular possui uma região ionizada e uma região neutra. Na região ionizada, o ambiente é propício para o *espalhamento Thomson*, mas as duas regiões juntas favorecem o *espalhamento Rayleigh* e o espalhamento Raman. No espalhamento Rayleigh, o fóton é espalhado por um átomo neutro e a frequência do fóton espalhado (ν_f) é a mesma frequência do fóton incidente (ν_i); isto é: $\nu_f = \nu_i$. Já no espalhamento Raman, a frequência do fóton espalhado é diferente da frequência do fóton incidente; isto é: $\nu_f \neq \nu_i$. É também chamado de *espalhamento inelástico*. Veremos, a seguir, como isso acontece.

No espalhamento Raman, o fóton incidente excita o elétron de um átomo neutro, no estado fundamental. Esse elétron salta para um nível de energia intermediário, entre dois níveis principais. O elétron, então, decai para o nível principal imediatamente abaixo, que ocorre com a emissão de um fóton de frequência ν_{if} .

Por conservação de energia podemos escrever:

$$\nu_{if} + \nu_f = \nu_i$$

As largas linhas em emissão em 6830Å e 7082Å são devidas a esse mecanismo de espalhamento. Elas são o resultado do espalhamento das linhas 1032Å e 1038Å do OVI, no ultravioleta, pelo HI (Sekeráš and Skopal, 2015). A Figura 1.4 ilustra esse mecanismo.

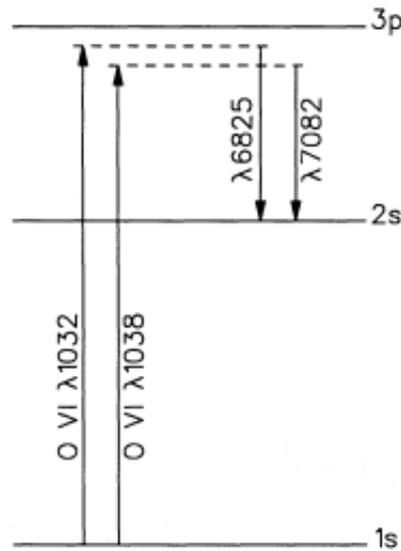


Figura 1.4: Diagrama de níveis de energia para o espalhamento Raman do OIV. Figura extraída de Schmid (1989).

Por exemplo, a linha 1032Å do OVI, que vem da região ionizada da componente nebular, excita o hidrogênio neutro em seu estado fundamental $1s^2S$, que se encontra na região neutra, para um nível de energia intermediário, entre $2s^2S$ e $3p^2S$. Quando o elétron cai para o nível $2s^2S$, um fóton em 6830Å é emitido. De maneira semelhante, ocorre com a linha 1038Å do OVI; veja a Figura 1.4. A

existência de uma região neutra sendo iluminada por radiação no ultravioleta é fundamental para que o espalhamento Raman ocorra (Lee, 2012). Sendo assim, note como o ambiente nebuloso das estrelas simbióticas é propício para que esse mecanismo ocorra.

A seção de choque para o espalhamento Raman aumenta quando o estado intermediário se aproxima de um nível principal e pode ser escrita como:

$$\sigma_{Raman} = \frac{\nu_f}{\nu_i} |M|^2 \sigma_e,$$

onde $\sigma_e = 6.65 \times 10^{-25} \text{cm}^2$ é a seção de choque Thomson e M é dado por um somatório em termos das frequências e na força do oscilador dos níveis em questão (cf. Schmid, 1989).

As linhas 6465Å, 4851Å e 4332Å do HeII e as linhas 7023Å e 7054Å do CII, por exemplo, também são espalhadas de maneira eficiente pelo espalhamento Raman (Lee, 2012; Sekeráš and Skopal, 2015). A presença de linhas produzidas pelo espalhamento Raman, passou a ser incluído também como um critério (importante) para selecionar possíveis objetos como estrela simbiótica, uma vez que, de acordo com Belczyński et al. (2000), essa característica nunca tinha sido observada em outros objetos astrofísicos.

1.4 O mecanismo de fluorescência

Nebulosas gasosas possuem um espectro de emissão rico em linhas. Essas linhas podem ser formadas por *processos de colisão*, *recombinação radiativa* ou ainda por *fluorescência*.

No mecanismo de fluorescência, fótons energéticos são transformados em fótons de mais baixa energia. Nesse mecanismo, os níveis de energia que produzem as linhas são excitados por fótons vindos da própria emissão nebular (Maciel, 2002). O mecanismo de fluorescência foi proposto no ano 1927 por H. Zanstra (Gurzadyan, 2013). Os processos de fluorescência na astrofísica são importantes pois servem para entender a intensidade observada das linhas de emissão, bem como o entendimento da região de formação das linhas produzidas por esse mecanismo.

Na região espectral compreendida entre 3000Å e 3800Å, vários objetos astrofísicos apresentam em seus espectros diversas linhas permitidas do OIII; especialmente em nebulosas planetárias, essas linhas surpreendiam porque apareciam muito intensas. Nos anos de 1934 e 1935, I. Bowen identificou que, na verdade, essas linhas do OIII são formadas pelo mecanismo de fluorescência, devendo-se a coincidência entre os níveis de energia do OIII e do HeII. O mecanismo explicado por Bowen ficou, então, conhecido como *mecanismo de fluorescência de Bowen*, sendo as linhas formadas por esse mecanismo chamadas de *linhas de Bowen* e serão abordadas em detalhes no Capítulo 2.

Desde então, as linhas permitidas do OIII vêm sendo investigadas por vários pesquisadores, onde a teoria é confrontada com as observações, afim de se tentar reproduzir o que é observado. Muito foi feito em nebulosas fotoionizadas e no ano de 1999 Pereira et al. (1999) analisaram as linhas de Bowen que também estavam presentes nos espectros de estrelas simbióticas tipo D. Nesse trabalho, os autores determinaram a eficiência no mecanismo de formação das linhas de Bowen, comparando com a teoria e com trabalhos anteriores feitos para outros objetos.

Outra questão interessante é a linha do oxigênio neutro, OI, em 8446Å, presente em diversos objetos astrofísicos. Essa linha também atrai a atenção no que diz respeito ao seu mecanismo de formação, tema de investigação na literatura. A explicação mais aceita para o mecanismo de formação da linha 8446Å é a fluorescência. Todavia, para que esse estudo possa ser feito, é necessário analisar o espectro na região do infravermelho. Esse tema estará abordado no Capítulo 5 deste trabalho.

1.5 Classificação

No ano de 1975, [Webster and Allen \(1975\)](#) utilizaram as observações previamente feitas no infravermelho, por I. S. Glass e D. A. Allen, para separar as estrelas simbióticas em dois grupos distintos, identificados pelas letras S (de *stellar*) e D (de *dust*). Baseado nas bandas fotométricas J, H, K e L, entre $1\mu m$ e $4\mu m$, foi observada essa clara separação em dois tipos, que é devido apenas à componente fria do sistema simbiótico ([Allen, 1979](#)).

A separação entre essas duas populações tornou-se mais evidente com o aumento da amostra de objetos. De acordo com [Allen \(1982\)](#), os objetos do tipo S apresentam $H - K \sim K - L \sim 0.3$ mag e $J - H \sim 1$ mag. São objetos que apresentam um contínuo estelar de uma estrela fria. Já os objetos do tipo D apresentam $K - L \gtrsim 1$ mag e $H - K \gtrsim 0.6$ mag e o contínuo estelar é coberto pela radiação térmica de poeira, com temperatura entre 700K e 1000K; são objetos que possuem poeira circunstelar.

As estrelas simbióticas tipo S não apresentam emissão de poeira circunstelar em $\lambda < 4\mu m$ e possuem uma gigante vermelha do tipo M como componente

fria. A variabilidade óptica também pode estar presente. As estrelas simbióticas tipo D apresentam uma nebulosa estendida, alta taxa de perda de massa da componente fria e um espectro rico em linhas de emissão. Além do mais, sua componente fria é uma Mira variável.

[Allen \(1982\)](#) não observou correlação entre o tipo de simbiótica e sua latitude galáctica. A distribuição de estrelas simbióticas mostra uma forte concentração no plano galáctico, similar às nebulosas planetárias, e a população do disco velho, conforme citado por [Gutierrez-Moreno \(1988\)](#). Mais recentemente, [Miszalski et al. \(2013\)](#) identificaram vinte estrelas simbióticas no bojo galáctico e quinze objetos suspeitos.

[Allen \(1982\)](#) propôs a classe D' para as estrelas simbióticas tipo D, cuja temperatura de poeira é da ordem de 500K, metade da temperatura de poeira das simbióticas tipo D.

Cerca de 80% das estrelas simbióticas são do tipo S e apresentam temperatura fotosférica entre 3000K e 3500K, possuindo como estrela fria uma gigante vermelha ([Mikolajewska et al., 1997](#)).

Nas estrelas simbióticas do tipo S, as nebulosas são compactas e mais densas, com densidade eletrônica entre 10^8cm^{-3} e 10^{10}cm^{-3} . Já nas estrelas simbióticas do tipo D, a densidade eletrônica é menor, da ordem de 10^5cm^{-3} e 10^7cm^{-3} ([Mikolajewska et al., 1997](#)), uma vez que apresentam nebulosas estendidas. Ambos os sistemas, entretanto, possuem temperatura eletrônica entre $1 \times 10^4 \text{K}$ e $4 \times 10^4 \text{K}$ ([Kenyon, 1992](#)).

Em geral, a componente quente das estrelas simbióticas, seja tipo S ou tipo D, é formada por uma anã branca, como já mencionado, mas, em alguns casos, a componente quente pode ser uma estrela de neutrons ([Mikolajewska, 2012](#)).

1.5.1 Simbióticas amarelas

Entre as estrelas simbióticas, há uma pequena subclasse classificada como estrelas simbióticas amarelas. Nas simbióticas amarelas, a componente fria é formada por uma gigante vermelha menos tardia, do tipo espectral F, G ou K, ao invés de uma gigante vermelha do tipo espectral M ou Mira variável, que é o que geralmente ocorre nas estrelas simbióticas.

As estrelas simbióticas amarelas são muito usadas para indicar se a transferência de massa ocorreu no passado, isso porque o estudo de abundância química nessas estrelas mostram que elas são enriquecidas por elementos do processo s⁵. Uma gigante vermelha do tipo K não tem luminosidade suficiente para ser auto enriquecida pelos elementos do processo s. Sendo assim, atribui-se esse enriquecimento à transferência de massa que ocorreu da estrela que antes estava na fase de AGB⁶ e agora é a anã branca do sistema ([Schmid and Nussbaumer, 1993](#); [Baella et al., 2016](#)).

1.6 Parâmetros Orbitais

Como dito anteriormente, estrelas simbióticas são aceitas como sendo sistemas binários. Entretanto, no início, parâmetros orbitais eram muito difíceis de serem obtidos, mas com os anos, teoria e observação foram sendo desenvolvidas.

Simbióticas do tipo S possuem um período orbital da ordem de 1000 dias, já

⁵Captura lenta (*slow*) de neutrons que ocorre no interior da estrela. Depois de capturado, o neutron pode decair (decaimento beta), de maneira que elementos mais pesados podem ser produzidos.

⁶Do inglês *Asymptotic Giant Branch*. Fase na evolução estelar em que o hélio foi exaurido do núcleo estelar e a estrela possui um núcleo inerte de carbono com a camada mais interna queimando hélio e a camada mais externa queimando hidrogênio. A evolução passa a ser dominada pela taxa de perda de massa.

as simbióticas tipo D possuem um período orbital da ordem de 15 anos (Mikołajewska et al., 1997). De acordo com Mikołajewska (2012), estrelas simbióticas são sistemas binários que possuem o maior período orbital, isso, porque uma vez que o sistema binário deve acomodar a gigante evoluida, além da a camada de poeira para as simbióticas tipo D, esses objetos possuem maior separação entre as componentes quente e fria.

1.7 Nebulosa planetária X estrela simbiótica

Vale apenas destacar a diferença que existe entre nebulosas planetárias e estrelas simbióticas. Na fase de nebulosa planetária, a estrela perdeu massa durante a sua evolução e essa matéria é ionizada pela própria estrela. A interação entre dois tipos de ventos estelares que a estrela passou durante sua evolução pode explicar a formação de nebulosas planetárias (Kwok et al., 1978).

Já nas estrelas simbióticas, o modelo aceito e sustentado pelas observações é de um sistema binário formado por uma estrela quente e outra estrela fria que perde material por meio de um vento estelar. O material da estrela fria é ionizado e acreta pela estrela quente. Na Figura 1.5, temos ilustrado os dois tipos de objeto; na parte (a) mostramos uma imagem da nebulosa planetária NGC 3132 e na parte (b) uma concepção artística da visão de uma estrela simbiótica.

Dispomos na literatura de um diagrama muito útil para separar estrelas simbióticas de nebulosas planetárias utilizando apenas o espectro na região do visível. Esse diagrama de diagnóstico foi proposto por Gutiérrez-Moreno et al. (1995) e será analisado em detalhes no Capítulo 3.



(a) Nebulosa planetária NGC 3132



(b) Concepção artística de uma estrela simbiótica

Figura 1.5: Diferença entre nebulosa planetária e estrela simbiótica.

1.8 A visão moderna

Nesta seção mostraremos como as estrelas simbióticas são concebidas na visão moderna. De acordo com [Miszalski et al. \(2014\)](#), estrelas simbióticas são binárias interagentes de longo período orbital, composta de uma estrela gigante fria evoluída e uma companheira quente e luminosa (em geral, uma anã branca) acretao material oriundo da estrela fria, envolvida por uma nebulosa ionizada.

Dependendo da natureza da componente fria, o objeto é classificado como tipo S (*stellar*) ou tipo D (*dust*). As simbióticas tipo S possuem uma estrela gigante vermelha do tipo espectral M, como componente fria, e têm período orbital de poucos anos. Já as simbióticas tipo D possuem uma estrela tipo Mira como componente fria, tendo um envoltório circumstelar de poeira. O período orbital das simbióticas tipo D é de vários anos.

Hoje, a classificação ou não de um objeto como estrela simbiótica se dá mediante aos critérios estabelecidos por [Belczyński et al. \(2000\)](#), que se deve às observações mais antigas juntamente com os estudos e observações mais recentes. São eles:

I - Presença das características bandas de absorção da gigante tipo tardia, incluindo bandas do TiO, H₂O, CO, CN e VO, e linhas em absorção do CaI, CaII, FeI e NaI.

II - Presença de fortes linhas em emissão do HI, HeI e:

- linhas de emissão do de íons com potencial de ionização de, pelo menos, 35 eV (por exemplo, [OIII]) ou
- um contínuo do tipo A ou F, com as linhas de absorção do HI, HeI e metais uma vez ionizados. Este critério é para incluir estrelas simbióticas na fase

de *outburst*.

III - Presença da emissão em 6825\AA mesmo se não for encontrado indícios da estrela fria (por exemplo, bandas do TiO).

Observando o peso do item III, pode-se notar como a identificação do espalhamento Raman, como mecanismo de formação da banda em emissão em 6825\AA foi fundamental para caracterizar uma estrela simbiótica.

Vale notar também que o número de estrelas simbióticas atualmente identificadas na Galáxia (~ 221) é muito menor que o valor calculado teoricamente, de $3 \times 10^3 \sim 4 \times 10^5$ (cf. [Baella et al., 2016](#)).

Por fim, citamos aqui, os trabalhos de [Mikołajewska et al. \(2014\)](#) e [Baella et al. \(2016\)](#). Na primeira referência, os autores fizeram um estudo bastante completo das estrelas simbióticas na galáxia de Andrômeda; já na segunda referência, os autores identificaram mais uma simbiótica amarela, que são objetos mais escassas de se encontrar.

1.9 Por que estudar esses objetos?

De acordo com o que foi exposto ao longo deste capítulo, vimos que, de fato, estrelas simbióticas são objetos que atraem atenção de pesquisadores em seu estudo. São excelentes laboratórios, onde diversos processos e mecanismos físicos podem ocorrer. Abaixo, citamos alguns.

A transferência de massa que acontece (e que pode se dar também com a formação de um disco de acreção) da componente fria para a componente quente do sistema simbiótico faz com que esses objetos se tornem **quimicamente peculiares**, pois, os elementos que são produzidos no processo s da componente

evoluída são levados até a componente quente.

O **espalhamento Raman** é outro mecanismo que se observa em estrelas simbióticas. As regiões ionizada e neutra da componente nebular proporcionam o ambiente ideal para o espalhamento Raman, que é um caso particular do espalhamento Rayleigh.

A taxa de acreção sobre a anã branca de um sistema simbiótico produz o *flickering*, com consequente **flutuações no brilho aleatório**, em torno de 0.1 magnitude, em uma escala de tempo de minutos.

As estrelas simbióticas ainda permitem estudar aspéctos relacionados à interação e evolução de sistemas binário (Mikołajewska, 2012).

Podemos citar também a possível **relação entre estrelas simbióticas e Supernovas tipo Ia**, que são importantes indicadores cosmológicos. As Supernovas tipo Ia podem ocorrer pela fusão de duas anãs brancas, ou ainda, quando a anã branca, acretando material, supera o *limite de massa de Chandrasekhar*⁷ e explode como uma Supernova. Seriam, então, as estrelas simbióticas progenitoras de Supernovas tipo Ia? Esta é uma questão ainda discutida na literatura.

1.10 Motivação e objetivos deste trabalho

Como dissemos nos parágrafos anteriores, o mecanismo de fluorescência é um processo físico importante nas nebulosas fotoionizadas. Tendo isto em mente, investigaremos nesse trabalho o mecanismo de fluorescência em estrelas simbióticas. Primeiramente, será feita uma análise das chamadas linhas de Bowen, formadas pelo mecanismo de fluorescência. Nossa análise será feita para cinco

⁷O limite de massa de Chandrasekhar é o maior valor da massa de uma estrela que pode ser suportada pela pressão dos elétrons degenerados em seu interior.

estrelas simbióticas tipo S, inspirada na análise feita por [Pereira et al. \(1999\)](#) para estrelas simbióticas tipo D. São elas: NSV 11776, Y Cra, V 919 Sgr, KX Tra e CD-43°14304. Na Tabela [1.1](#) apresentamos as coordenadas para a localização dos cinco objetos.

Obtendo a razão observada das linhas de Bowen, compararemos com a respectiva razão determinada teoricamente, verificando o mecanismo de fluorescência nesses objetos. Em seguida, iremos determinar a eficiência do mecanismo de fluorescência de Bowen nessas cinco simbióticas tipo S. Tendo as eficiências obtidas, compararemos com as eficiências já disponíveis na literatura para nebulosas planetárias e estrelas simbióticas tipo D. Todos os detalhes e metodologia adotada estão discutidos no [Capítulo 2](#).

Ainda na região visível do espectro, utilizamos o diagrama proposto na literatura por [Gutiérrez-Moreno et al. \(1995\)](#), chamado de diagrama de diagnóstico, que separa bem entre estrelas simbióticas e nebulosas planetárias, baseado nas linhas do [OIII]; uma vez que os espectros de estrelas simbióticas e nebulosas planetárias na região do óptico não se diferem, tornando-se difícil separar entre um objeto ou outro. Nosso objetivo foi analisar a distribuição de estrelas simbióticas tipo S pelo diagrama. Os detalhes estão no [Capítulo 3](#).

A simbiótica NSV 11776 não é muito estudada na literatura. Frente a isso, reunimos no [Capítulo 4](#) os dados que estão disponíveis na literatura e determinamos alguns parâmetros físicos, como extinção interestelar, temperatura eletrônica e densidade eletrônica para esse objeto.

Ao final do trabalho, discutimos o mecanismo de fluorescência na região do infravermelho próximo para uma amostra de três estrelas simbióticas tipo D: H 1-36, Hen 2-104 e Hen 2-106. A localização dos objetos pode ser encontrada

também na Tabela 1.1. Nosso objetivo foi investigar o mecanismo de excitação da linha permitida do OI em 8446Å. Tal linha tem sido observada em diversas fontes astrofísicas; o mecanismo de fluorescência é a explicação mais aceita para o processo físico de formação dessa linha. Os detalhes dessa discussão estão no Capítulo 5, onde o desenvolvimento está baseado na razão de linhas; nossa discussão também estará apoiada no trabalho de [Kastner and Bhatia \(1995\)](#) que se apoia na taxa de fotoexcitação do OI.

Tabela 1.1: Coordenada dos objetos estudados neste trabalho, extraídas do catálogo de [Belczyński et al. \(2000\)](#).

Objeto	Id. ^a	Tipo	α (J2000.0) (h m s)	δ (J2000.0) (° ' ")	l (°)	b (°)
NSV 11776	161	S	19 09 55.8	-02 47 40.3	32.55	-5.39
Y Cra	131	S	18 14 24.1	-42 51 00.0	350.60	-11.84
V 919 Sgr	159	S	19 03 46.0	-16 59 53.9	19.01	-10.32
KX Tra	68	S	16 44 35.2	-62 37 14.0	326.41	-10.94
CD-43°14304	182	S	21 00 06.3	-42 38 49.9	358.65	-41.10
H 1-36	100	D	17 49 48.1	-37 01 27.9	353.51	-4.92
Hen 2-104	48	D	14 11 52.1	-51 26 23.8	315.48	+9.46
Hen 2-106	49	D	14 14 09.4	-63 25 46.1	312.03	-2.03

^a Identificação do objeto no catálogo.

1.11 Conclusão

Com o que expomos durante o capítulo, nestes 75 anos (1941-2016) de estrela simbiótica, muito foi feito nesse campo de pesquisa. A dedicação de vários pesquisadores contribuiu para um conhecimento mais sólido. Teoria e observação evoluíram, permitindo uma compreensão melhor desses objetos, tão complexos

de serem entendidos. A literatura é muito vasta, sendo impraticável uma descrição completa em algumas páginas de dissertação. Tentamos, ao longo desse capítulo, reunir as principais ideias, construir o cenário atual; a maneira como as estrelas simbióticas são entendidas na literatura e apresentar as motivações e objetivos deste trabalho.

Capítulo 2

Linhas de Bowen e avermelhamento

Uma característica interessante que é observada nos espectros das estrelas simbióticas é a presença de algumas linhas permitidas do oxigênio duas vezes ionizado, OIII. O mecanismo que é responsável pela formação dessas linhas foi explicado por I. S. Bowen ([Bowen, 1935](#)), e passou a ser conhecido, desde então, como o *mecanismo de fluorescência de Bowen*.

Neste capítulo, dedicaremos-nos ao estudo dessas linhas, que são conhecidas como *linhas de Bowen*; veremos como elas são formadas, suas características e qual informação podemos obter a partir delas. Por fim, discutiremos e obteremos a *eficiência do mecanismo de Bowen* na formação dessas linhas, para as cinco estrelas simbióticas que compõem a amostra deste trabalho.

2.1 O mecanismo de fluorescência de Bowen

Inicialmente, foi observado nos espectros de algumas nebulosas planetárias, a presença de algumas linhas permitidas do OIII, tais como 3133Å, 3429Å e 3444Å,

por exemplo. Essas linhas não eram esperadas tão intensas como se mostravam (Kallman and McCray, 1980), isso porque, com exceção do H e do He, as linhas de recombinação são geralmente fracas (Kwok, 2007). Entre os anos de 1934 e 1935, I. S. Bowen (Bowen, 1935) notou que a presença de tais linhas poderia ser explicada por uma fortuita semelhança que existe entre os níveis de energia do OIII e do hélio uma vez ionizado, HeII (Likkell and Aller, 1986).

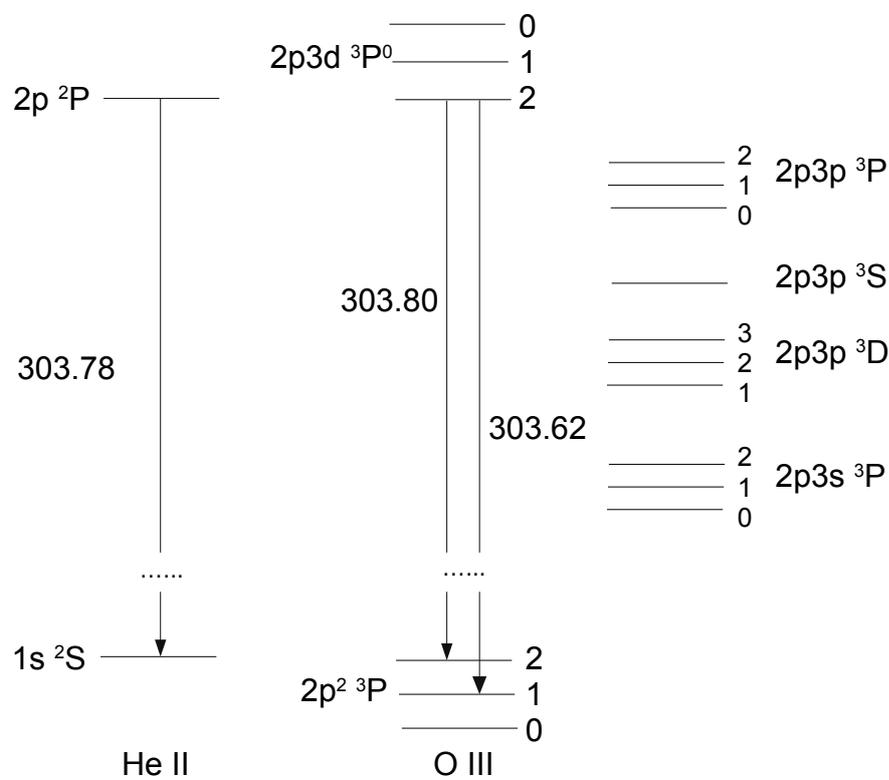


Figura 2.1: Coincidência entre os níveis de energia do HeII e OIII. Os comprimentos de onda estão todos em angstrom. Figura fora de escala e adaptada de Kwok (2007).

Ocorre que existe uma notória e acidental coincidência na energia de separação entre os níveis $2p^2\ ^3P_2 - 3d\ ^3P_2^0$ do OIII, em $303.8\ \text{\AA}$, e os níveis $1s\ ^2S - 2p\ ^2P$

do HeII, responsáveis pela formação da linha $\text{Ly}\alpha^1$ do HeII, em 303.78 Å. Essa proximidade que existe na separação entre os níveis dessas duas espécies permite que o OIII seja excitado para o nível $3d\ ^3P_2^0$, depois de ter absorvido o fóton $\text{Ly}\alpha$ do HeII. A linha $\text{Ly}\alpha$ do HeII é formada por recombinação radiativa e é espalhada várias vezes pela nebulosa até que o fóton escape. Entretanto, o OIII está presente nas nebulosas planetárias e, eventualmente, pode absorver alguns desses fótons $\text{Ly}\alpha$ do HeII, sendo excitado para o nível $3d\ ^3P_2^0$. A Figura 2.1, apresenta em um esquema (fora de escala) a semelhança na separação entre os níveis de energia do HeII e do OIII.

No estado excitado $3d\ ^3P_2^0$ do OIII, o elétron pode realizar novamente a transição $2p^2\ ^3P_2 - 3d\ ^3P_2^0$ (probabilidade $\sim 74\%$) e voltar ao estado inicial, emitindo o mesmo fóton em 303.8Å ou, então, decair entre os níveis $2p^2\ ^3P_1 - 3d\ ^3P_2^0$ (probabilidade $\sim 24\%$), mas agora emitindo um fóton em 303.62Å. Este fóton emitido pode escapar da nebulosa ou excitar novamente outro átomo de OIII para o nível $3d\ ^3P_2^0$.

A outra possibilidade, entretanto menos provável (probabilidade $\sim 2\%$), é de que o elétron, no nível excitado $3d\ ^3P_2^0$, possa realizar uma das possíveis transições $3p\ ^3L_J - 3d\ ^3P_2^0$, para $L = S, P$ ou D e $J = 1, 2$ ou 3 , originando assim fortes linhas na região visível do espectro (Kwok, 2007). Em seguida, os elétrons que populam esses níveis podem cascatear para o nível $3s\ ^3P$ e seguir para o nível fundamental; ou ainda, podem decair para o nível $2p^3\ ^3P$ e, finalmente, para o nível $2p^2\ ^3P$, emitindo dois fótons no ultravioleta distante (Osterbrock and Ferland, 2006). A Figura 2.2 apresenta um diagrama parcial de níveis de energia do OIII e ilustra essas possibilidades de transições, bem como o respectivo

¹Transições do tipo $2 \rightarrow 1$

comprimento de onda em angstrom.

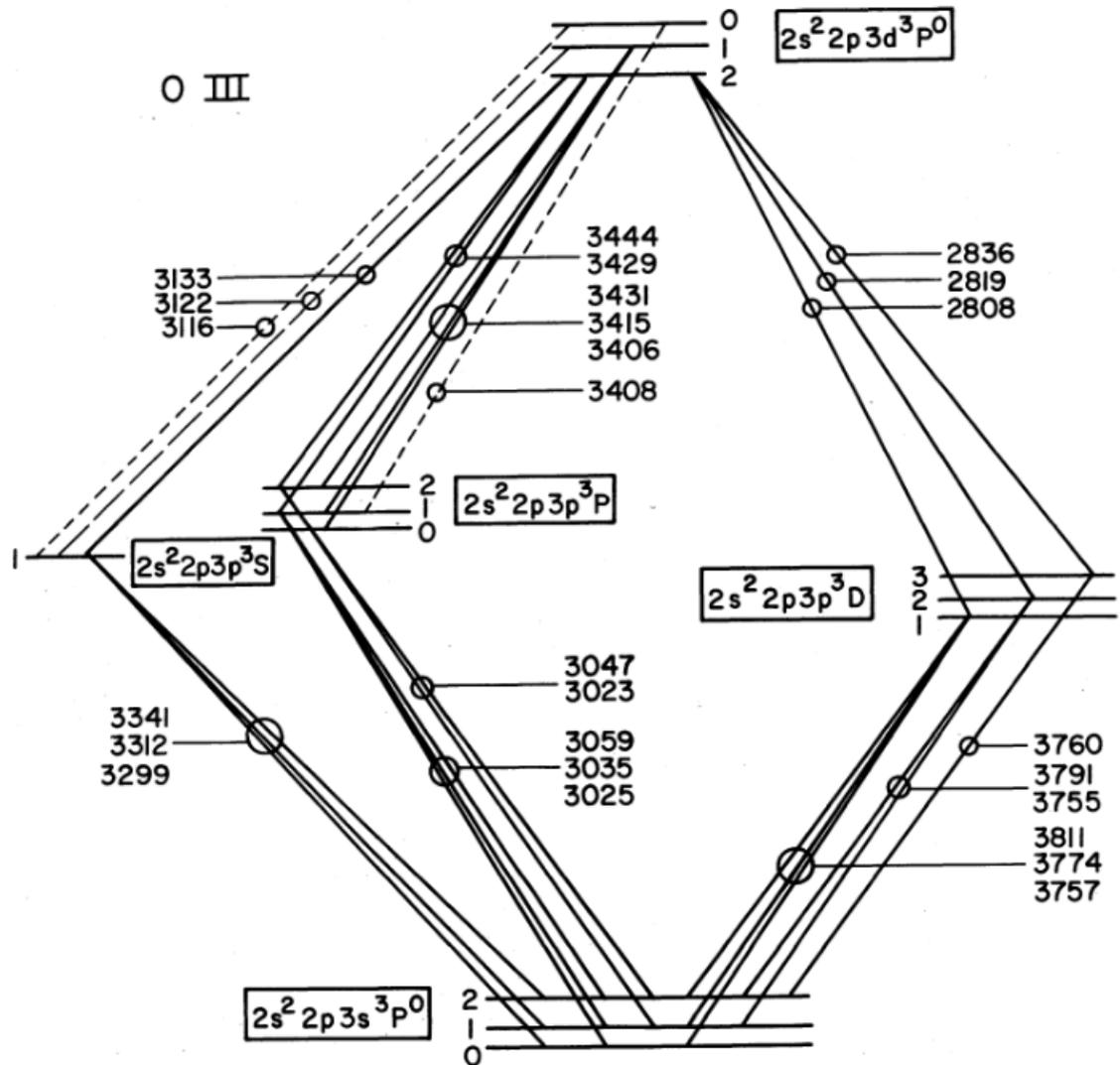


Figura 2.2: Diagrama parcial dos níveis de energia do OIII. Os comprimentos de onda representados estão todos em angstrom. Figura fora de escala, extraída de [Harrington \(1972\)](#).

Este mecanismo que excita as linhas do OIII, por meio dos fótons $Ly\alpha$ do HeII, é conhecido como *mecanismo de fluorescência de Bowen*, pois foi explicado por I. S. Bowen ([Bowen, 1935](#)). As linhas que são oriundas deste mecanismo

são conhecidas como *linhas de Bowen* e estão presentes em muitas nebulosas planetárias (Pottash, 1983).

Uma vantagem no mecanismo de fluorescência de Bowen, é que ele constitui uma poderosa ferramenta para o estudo da linha $\text{Ly}\alpha$ do HeII, contribuindo para o entendimento da transferência de radiação e estrutura de ionização em objetos onde esse mecanismo existe (Likkell and Aller, 1986).

As transições que ocorrem do nível $2p3d\ ^3P^0$ para os níveis $2p3p\ ^3P$, $2p3p\ ^3S$ e $2p3p\ ^3D$ originam as chamadas *linhas principais de Bowen* e as transições destes níveis para os níveis $2p3s\ ^3P^0$ originam as chamadas *linhas subordinadas de Bowen*, pois podem ser excitadas também por outros processos (Kastner and Bhatia, 1996), como veremos logo adiante na seção 2.2.

Conforme explicado por Kastner and Bhatia (1996), as transições que se originam no nível $2p3d\ ^3P_2^0$ são chamadas transições do processo O1, enquanto que as transições que se originam no nível $2p3d\ ^3P_1^0$ são chamadas transições do processo O3. As Figuras 2.3 e 2.4 apresentam, cada uma, em um diagrama, as linhas devidas às transição do OIII e ao lado de cada linha identificada, também estão as respectivas taxas de transição (em s^{-1}). A Figura 2.3 apresenta as transições do processo O1, enquanto que a Figura 2.4 apresenta as transições do processo O3.

2p3d(³ P ₂)	2p3p(³ P)			2p3s(³ P ^o)		
	2	1	0			
3444.06; 5.21 + 7				3047.13; 1.63 + 8		
				3023.45; 5.17 + 7		
				3059.30; 9.46 + 7		
3428.62; 7.98 + 6				3035.43; 5.06 + 7		
				3024.57; 6.73 + 7		
				2p3p(³ S ₁)		
3132.79; 1.52 + 8				3340.74; 6.84 + 7		
				3312.30; 4.97 + 7		
				3299.36; 1.79 + 7		
				2p3p(³ D)		
				3	2	1
2836.28; 1.64 + 7						3759.87; 1.13 + 8
						3791.26; 2.61 + 7
2818.66; 1.57 + 6						3754.67; 8.67 + 7
						3810.96; 2.79 + 6
2808.77; 6.67 + 4						3774.00; 4.55 + 7
						3757.21; 6.42 + 7

Figura 2.3: Transições do processo O1. Cada transição está identificada com o respectivo comprimento de onda, em angstrom, e a probabilidade de transição, em s^{-1} . Figura extraída de [Kastner and Bhatia \(1996\)](#)

2p3d(³ P ₀)	2p3p(³ P)			2p3s(³ P ₀)			
	2	1	0		2	1	0
				3047.13; 1.63 + 8			
3430.57; 2.78 + 7				3023.45; 5.17 + 7			
				3059.30; 9.46 + 7			
3415.26; 2.31 + 7				3035.43; 5.06 + 7			
				3024.57; 6.73 + 7			
3405.71; 1.78 + 7				3043.02; 2.14 + 8			
				2p3p(³ S ₁)			
3121.64; 1.44 + 8				3340.74; 6.84 + 7			
				3312.30; 4.97 + 7			
				3299.36; 1.79 + 7			
				2p3p(³ D)			
				3	2	1	
2809.66; 1.41 + 7							3791.26; 2.61 + 7
							3754.67; 8.67 + 7
							3810.96; 2.79 + 7
2798.90; 3.14 + 6							3774.00; 4.55 + 7
							3757.21; 6.42 + 7

Figura 2.4: Transições do processo O3. Cada transição está identificada com o respectivo comprimento de onda, em angstrom, e a probabilidade de transição, em s^{-1} . Figura extraída de [Kastner and Bhatia \(1996\)](#)

No ano de 1980, [Saraph and Seaton \(1980\)](#) determinaram teoricamente a força do oscilador para as transições radiativas do OIII, utilizando a chamada *aproximação de núcleo congelado*² para o OIII e, então, puderam comparar a intensidade das linhas determinadas teoricamente com a intensidade das linhas observadas na nebulosa planetária NGC 7662, mostrando um bom acordo entre a teoria e observação. Já no ano de 1994, [Fischer \(1994\)](#) utilizou outra técnica,

²*Frozen core approximation.* Os orbitais ocupados pelos elétrons das camadas internas são forçados a permanecer duplamente ocupados em todas as configurações.

a *aproximação de Breit-Pauli*³, e encontrou concordância ainda melhor entre a razão de linhas teórica e observada.

2.2 O processo de troca de carga

Como mencionamos anteriormente, as linhas subordinadas de Bowen podem ser excitadas por outro processo. Este outro mecanismo é conhecido como *processo de troca de carga* do OIV, que ocorre devido a colisão entre o OIV e o HI, resultando na transferência do elétron do HI para o OIV, convertendo-o em OIII. Esse processo pode ser escrito por meio da seguinte reação:



O mecanismo de troca de carga foi proposto (Dalgarno et al., 1981; Dalgarno and Sternberg, 1982) afim de tentar explicar uma inconsistência que ainda existia entre teoria e observação para algumas linhas subordinadas.

De acordo com Dalgarno et al. (1981), o processo de troca de carga do OIV é rápido e pode contribuir significativamente para a população de estados excitados do OIII. Em particular, os níveis $2p3p\ ^3D$ e $2p3p\ ^3S$ (que também originam linhas de Bowen; veja Figura 2.2) podem ser excitados por esse processo e, sendo assim, a troca de carga pode contribuir também para a formação de algumas linhas (subordinadas) de Bowen (Kwok, 2007). Dessa forma, podemos notar que, além da absorção dos fótons $Ly\alpha$ do HeII (que excita o OIII para o nível $3d\ ^3P_2^0$), o processo de troca de carga do OIV pode se tornar relevante como fonte de

³Nessa aproximação, leva-se em conta a interação entre o momento angular orbital total (L) e o momento angular total de spin (S).

excitação do OIII, contribuindo para a formação das linhas de Bowen.

Para que o processo de troca de carga ocorra, é necessário um ambiente que possibilite a presença tanto do hidrogênio neutro como espécies de elementos ionizados (nesse contexto, o OIV). Essas condições são encontradas em plasmas ionizados por fótons no ultravioleta e em raio-X (Liu et al., 1993).

2.3 A eficiência do mecanismo de Bowen

Burgess and Seaton (1960) definiram a eficiência do mecanismo de fluorescência de Bowen, \mathfrak{R} , como sendo a fração de fótons $\text{Ly}\alpha$ do HeII que é convertida em fótons devidos às transições diferentes da $2p3d-2p^2$ do OIII. Ou seja, \mathfrak{R} é a fração dos fótons $\text{Ly}\alpha$ do HeII que são convertidos em linhas de Bowen. Mais tarde, Saraph and Seaton (1980) escreveram a eficiência do mecanismo de Bowen como:

$$\mathfrak{R} = \frac{\lambda(\text{\AA})}{4686\text{\AA}} \times \frac{I_\lambda}{I_{4686}} \times \frac{P(\textit{cascata})}{P(\lambda)} \times \frac{\alpha_{eff}(4686\text{\AA})}{\alpha_{eff}(\textit{Ly}\alpha\textit{HeII})}, \quad (2.2)$$

onde λ é o comprimento de onda (em angstrom) de uma determinada linha de Bowen; I_λ é a intensidade da linha e I_{4686} é a intensidade da linha de recombinação⁴ 4686\text{\AA} do HeII; $P(\textit{cascata}) = 0.0187$ é a probabilidade que o elétron tem de cascatear, produzindo as linhas de Bowen; $P(\lambda)$ é a probabilidade de emissão de uma linha de Bowen; $\alpha_{eff}(4686\text{\AA})$ e $\alpha_{eff}(\textit{Ly}\alpha\textit{HeII})$ são os coeficientes de recombinação efetivos⁵ das linhas $\lambda 4686 \text{\AA}$ do HeII e $\text{Ly}\alpha$ do HeII, respectivamente.

Da teoria (Storey and Hummer, 1995), podemos obter os valores para o coe-

⁴A intensidade de qualquer linha de recombinação do HeII fornece uma medida da taxa em que os fótons $\text{Ly}\alpha$ do HeII são produzidos.

⁵Número de recombinações por unidade de volume por unidade de tempo. O coeficiente de recombinação efetivo é medido em $\text{cm}^{-3}\text{s}^{-1}$.

ficiente de recombinação efetivo das linhas $\lambda 4686\text{\AA}$ e $\text{Ly}\alpha$ do HeII, para diversos valores de temperaturas. Do trabalho de [Saraph and Seaton \(1980\)](#), obtemos a probabilidade $P(\lambda)$, de cada linha. A partir das observações, podemos obter $\frac{I_\lambda}{I_{4686}}$, de maneira que, utilizando a Equação 2.2, é possível determinar a eficiência do mecanismo de fluorescência de Bowen.

No caso em que todos os fótons $\text{Ly}\alpha$ do HeII fossem convertidos em linhas de Bowen, então teríamos $\mathfrak{R} = 1$. Acontece que, para nebulosas planetárias, a eficiência é da ordem de $\mathfrak{R} \sim 0.43 - 0.47$, e os fótons restantes são destruídos por fotoionização do HeI e HI ([Likkell and Aller, 1986](#)).

Como dito na seção 2.3, as linhas que são originadas devido às transições do nível $2p3d\ ^3P_2^0$ para os níveis $2p3p\ ^3S$, $2p3p\ ^3P$ e $2p3p\ ^3D$, e àquelas do nível $2p3p\ ^3P$ para o nível $2p3s\ ^3P^0$, não são afetadas pelo processo de troca de carga, tendo como mecanismo de excitação os fótons $\text{Ly}\alpha$ do HeII, e por isso a intensidade dessas linhas está diretamente relacionada à eficiência do mecanismo de Bowen (excitação do OIII por meio dos fótons $\text{Ly}\alpha$ do HeII). Por outro lado, as linhas que são devidas às transições dos níveis $2p3p\ ^3D$ e $2p3p\ ^3S$ para o nível $2p3s\ ^3P^0$ são afetadas pelo processo de troca de carga e, assim, a intensidade dessas linhas devem-se tanto ao mecanismo de Bowen como também ao processo de troca de carga ([Dalgarno et al., 1981](#)). No ano de 1982, [Dalgarno and Sternberg \(1982\)](#) observaram que os dois mecanismos, atuando juntos, resultaram em valores mais consistentes para a intensidade dessas linhas.

2.4 As linhas de Bowen em estrelas simbióticas

Temos falado até agora nas linhas de Bowen presentes nos espectros das nebulosas planetárias. Todavia, tais linhas já foram observadas em diversos objetos astrofísicos, como galáxias de núcleo ativo (AGN⁶) e também em estrelas simbióticas. O trabalho de [Wallerstein et al. \(1991\)](#) foi o primeiro estudo que abordou diretamente as linhas de Bowen em estrelas simbióticas, para uma amostra de cinco objetos, onde cada linha foi identificada, e seus respectivos fluxos determinados.

No ano de 1999, [Pereira et al. \(1999\)](#) estudaram as linhas de Bowen em estrelas simbióticas do tipo D, para uma amostra de oito estrelas, e calcularam para essas estrelas, por meio da Equação 2.2, a eficiência do mecanismo de Bowen para as linhas principais dos processos O1 e O3. Também incluíram, para a análise da eficiência do mecanismo, mais dois objetos que já haviam sido previamente estudados na literatura (totalizando dez objetos).

[Pereira et al. \(1999\)](#) notaram algumas características interessantes nos resultados obtidos. As duas estrelas que apresentaram a eficiência mais baixa, 0.1 e 0.14 para o processo O1, possuíam como componente fria, estrelas Mira carbonadas. As outras oito estrelas da amostra eram estrelas Mira ricas em oxigênio e apresentaram eficiências que variavam entre 0.23 e 0.89 para o processo O1. Esse fato pode ser entendido se pensarmos na 'disponibilidade' do OIII nesses objetos. Para as estrelas Mira carbonadas, a deficiência em oxigênio pode explicar a baixa eficiência, uma vez que haverá menos oxigênio disponível para realizar as transições que produzem as linhas de Bowen. Já para as estrelas Mira

⁶do inglês *Active Galactic Nuclei*. São galáxias em que a energia emitida pelo núcleo não pode ser explicada como sendo gerada somente por estrelas.

ricas em oxigênio, a maior quantidade de oxigênio para realizar as transições que produzem as linhas de Bowen pode explicar a maior eficiência encontrada nelas.

Em particular, vale notar ainda que as linhas de Bowen também estão presentes nos espectros das estrelas simbióticas tipo S, entretanto, a eficiência para o mecanismo de fluorescência de Bowen em simbióticas tipo S ainda não foi encontrada na literatura. Sendo assim, fomos motivados a determinar a eficiência do mecanismo de fluorescência de Bowen para uma amostra de cinco estrelas simbióticas tipo S, como parte do objetivo deste trabalho. Para este propósito, dedicaremos a seção seguinte.

2.5 Metodologia deste trabalho

Neste trabalho, analisaremos as linhas de Bowen para uma amostra de cinco estrelas simbióticas tipo S: NSV 11776, Y Cra, V 919 Sgr, KX Tra e CD-43°14304. Na Tabela 1.1, do Capítulo 1, estão apresentadas as coordenadas para estes cinco objetos. Para cada um deles, determinaremos primeiramente o *excesso de cor* e, então, poderemos corrigir os fluxos da *extinção interestelar*. Com os fluxos já corrigidos, obteremos as intensidades das linhas de Bowen e assim poderemos comparar a razão observada com a respectiva razão teórica prevista para essas linhas. Por fim, determinaremos a eficiência do mecanismo de fluorescência de Bowen. Nas subseções abaixo, descrevemos cada passo.

2.5.1 Extinção interestelar

O primeiro efeito que devemos levar em conta ao examinar linhas em emissão é aquele devido à extinção interestelar. A quantidade de luz que recebemos vinda

de estrelas e nebulosas é afetada pela presença de poeira no meio interestelar. Na região visível do espectro, quando a radiação interage com a matéria, isto é, com os grãos de poeira, a luz é espalhada e absorvida por esses grãos e esse efeito reduz a quantidade de luz vinda de um determinado objeto. Tal efeito é conhecido com extinção interestelar.

Quando o efeito de extinção é levado em conta, o fluxo observado em um comprimento de onda λ , F_λ , e o fluxo emitido pelo objeto, no mesmo comprimento de onda λ , I_λ , podem ser relacionados por meio da equação

$$I_\lambda = F_\lambda \times 10^{0.4A_\lambda}, \quad (2.3)$$

onde A_λ é a extinção naquele determinado comprimento de onda. Por outro lado, define-se ainda a razão

$$R_\lambda = \frac{A_\lambda}{A_B - A_V} = \frac{A_\lambda}{E_{B-V}}, \quad (2.4)$$

que é a chamada *lei de extinção interestelar*. Utilizando a Equação 2.4, a Equação 2.3 pode ser reescrita como:

$$I_\lambda = F_\lambda \times 10^{0.4E_{B-V} R_\lambda}. \quad (2.5)$$

Vários autores já determinaram parametrizações para a lei de extinção interestelar (R_λ). Neste trabalho, foi adotada a lei de extinção parametrizada por [Seaton \(1979\)](#), onde R_λ é escrito em termos da quantidade $x = 1/\lambda$, em μm^{-1} . Nosso primeiro objetivo será determinar o valor de E_{B-V} , como mostraremos a seguir.

Linhas do hidrogênio

O parâmetro E_{B-V} pode ser determinado a partir das linhas de recombinação da série de Balmer⁷ do hidrogênio: $H\gamma$ ($5 \rightarrow 2$) em 4340Å e $H\delta$ ($6 \rightarrow 2$) em 4102Å. Em particular, para a linha $H\beta$ ($4 \rightarrow 2$) em 4861Å, a Equação 2.5 pode ser escrita como:

$$I_{H\beta} = F_{H\beta} \times 10^{0.4 E_{B-V} R_{H\beta}}. \quad (2.6)$$

Dividindo, então, a Equação 2.5 pela Equação 2.6 e resolvendo para E_{B-V} , obtemos, finalmente

$$E_{B-V} = \frac{2.5}{(R_\lambda - R_{H\beta})} \log \left(\frac{I_\lambda / I_{H\beta}}{F_\lambda / F_{H\beta}} \right), \quad (2.7)$$

A Equação 2.7 é útil para a determinação do parâmetro de extinção E_{B-V} por meio das linhas do hidrogênio.

Assumindo o caso B⁸ da teoria de recombinação (Hummer and Storey, 1987), temos os valores teóricos para $I_\lambda / I_{H\beta}$. Adotando uma temperatura eletrônica $T_e = 1.5 \times 10^4 \text{K}$ e uma densidade eletrônica $N_e = 10^7 \text{cm}^{-3}$, temos (Hummer and Storey, 1987) que:

$$\frac{I_{H\gamma}}{I_{H\beta}} = 0.479 \quad e \quad \frac{I_{H\delta}}{I_{H\beta}} = 0.271.$$

Por outro lado, a partir das observações, obtemos $F_\lambda / F_{H\beta}$ e com os valores de R_λ e $R_{H\beta}$, parametrizados por Seaton (1979), podemos então determinar o

⁷Transições do tipo $n \rightarrow 2$, para $n = 3, 4, 5, \dots$

⁸Os fótons da série de Lyman do hidrogênio (transições do tipo $n \rightarrow 1$, para $n = 2, 3, 4, \dots$) são espalhados várias vezes e, se $n \geq 3$, são convertidos em fótons das demais séries (Osterbrock and Ferland, 2006).

excesso de cor E_{B-V} para cada objeto da amostra deste trabalho, utilizando as linhas do hidrogênio.

Linhas do hélio

Analogamente, o parâmetro E_{B-V} pode também ser determinado pelas linhas de recombinação 3204Å e 4686Å do hélio uma vez ionizado (HeII). Nessa abordagem, podemos escrever:

$$E_{B-V} = \frac{2.5}{(R_{3204} - R_{4686})} \log \left(\frac{I_{3204}/I_{4686}}{F_{3204}/F_{4686}} \right). \quad (2.8)$$

Assumindo novamente o caso B da teoria de recombinação ([Hummer and Storey, 1987](#)), teremos, para uma temperatura eletrônica $T_e = 2 \times 10^4\text{K}$ e para uma densidade eletrônica $N_e = 10^7\text{cm}^{-3}$,

$$\frac{I_{3204}}{I_{4686}} = 0.467.$$

Como antes, a razão F_{3204}/F_{4686} é obtida por meio das observações e com os valores de R_{3204} e R_{4686} , parametrizados por [Seaton \(1979\)](#), podemos determinar o excesso de cor E_{B-V} para cada objeto da amostra deste trabalho utilizando as linhas do hélio por meio da Equação 2.8.

Discussão

Nosso propósito é determinar um valor médio para o excesso de cor a partir das linhas do hidrogênio e das linhas do hélio para cada um dos cinco objetos da amostra. Na Tabela 2.1, logo a seguir, as colunas 2, 3 e 4 apresentam as razões de linhas observadas em cada objeto. As colunas 5 e 6 apresentam os valores de

E_{B-V} derivados pelas linhas do hidrogênio (via Equação 2.7) e derivados pelas linhas do hélio (via Equação 2.8), respectivamente. Já na coluna 7, apresentamos os valores de E_{B-V} disponíveis na literatura.

Tabela 2.1: Razão de linhas e determinação de E_{B-V} para os cinco objetos da amostra.

Objeto	$\frac{F_{H\gamma}}{F_{H\beta}}$	$\frac{F_{H\delta}}{F_{H\beta}}$	$\frac{F_{3204}}{F_{4686}}$	E_{B-V}		
				HI	HeII	Outros
NSV 11776	0.32	0.17	0.13	0.81	0.94	-
Y Cra	0.37	0.22	0.29	0.45	0.35	0.4 ^a
V 919 Sgr	0.32	0.17	0.36	0.81	0.19	0.5 ^b
KX Tra	0.30	0.13	0.25	1.15	0.41	0.9 ^a
CD-43°14304	0.33	0.14	0.45	0.98	0.06	1.0 ^a

^a [Gutiérrez-Moreno et al. \(1999\)](#)

^b [Ivison et al. \(1993\)](#)

A princípio, utilizaríamos tanto as linhas da série de Balmer do hidrogênio como também as linhas de recombinação do hélio, em 3204Å e 4686Å, para a determinação de um valor de E_{B-V} para cada objeto. Entretanto, o que se nota a partir da Tabela 2.1, nas colunas 5 e 6, é um desacordo entre os valores de E_{B-V} obtidos por meio das linhas do hidrogênio e aqueles que foram obtidos por meio das linhas do hélio, que se mostraram bem menores, de maneira que não poderíamos assumir simplesmente uma média para o parâmetro de extinção a partir das linhas do hidrogênio e do hélio.

Esse desacordo chamou a nossa atenção. Na verdade, ele é devido a um outro efeito que ocorre dentro de gases nebulares; é o efeito de *auto absorção*. Quando uma nebulosa é dita transparente em certas linhas, significa dizer que esses fótons deixam a nebulosa sem qualquer obstáculo. Por outro lado, o cenário

muda quando a nebulosa é opaca para algumas dessas linhas. Quando este é o caso, espalhamento e absorção de fótons no interior da nebulosa devem ser levados em conta.

Uma situação adicional ao caso B da teoria de recombinação (isto é, nebulosa opaca às linhas da série de Lyman), por exemplo, é o caso em que a nebulosa se torna parcialmente opaca às linhas da série de Balmer do hidrogênio. Dessa maneira, os fótons da série de Balmer interagiriam com a nebulosa, de modo que apenas uma parte desses fótons poderiam escapar sem serem absorvido pela própria nebulosa (Gurzadyan, 2013). Essa absorção que ocorre no interior da nebulosa altera a razão de linhas que é prevista quando se utiliza puramente o caso B da teoria de recombinação, aumentando os valores para E_{B-V} .

Conforme Schmid and Schild (1990) discutiram, as linhas mais inferiores da série de Balmer ($H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$) são mais afetadas pelo efeito da auto absorção; já para as linhas mais superiores, o efeito é minimizado. Ambientes mais densos, como no caso de estrelas simbióticas, torna o efeito de auto absorção mais significativo, diferente do que ocorre em nebulosas planetárias. Todavia, para as linhas do HeII, o efeito de auto absorção não se desvia significativamente do caso B da teoria de recombinação. O desacordo observado para o valor de E_{B-V} nos leva a crer que o efeito de auto absorção esteja ocorrendo no interior da nebulosa.

Em vista disso, analisaremos as linhas de Bowen utilizando separadamente aqueles valores do excesso de cor obtidos pelas linhas do hidrogênio e aqueles obtidos pelas linhas do hélio, sem privilegiar um ou outro. Antes de mostrarmos a análise feita, apresentaremos os espectros observados dos objetos estudados neste trabalho.

2.5.2 Espectro dos objetos

Os espectros foram obtidos com o espectrógrafo Cassegrain Boller & Chivens, no ano de 1998, cobrindo uma faixa de comprimento de onda no intervalo $3000\text{\AA} < \lambda < 5500\text{\AA}$. A única exceção é a simbiótica NSV 11776, que cobre uma faixa espectral entre 3000\AA e 10000\AA . Os detalhes instrumentais podem ser encontrados no trabalho de [Pereira et al. \(1999\)](#). As Figuras [2.5](#), [2.6](#) e [2.7](#) apresentam os espectros dos cinco objetos; também estão identificadas nas figuras as principais linhas que estão presentes nesses objetos. Observe também a descontinuidade de Balmer na Figura [2.7](#).

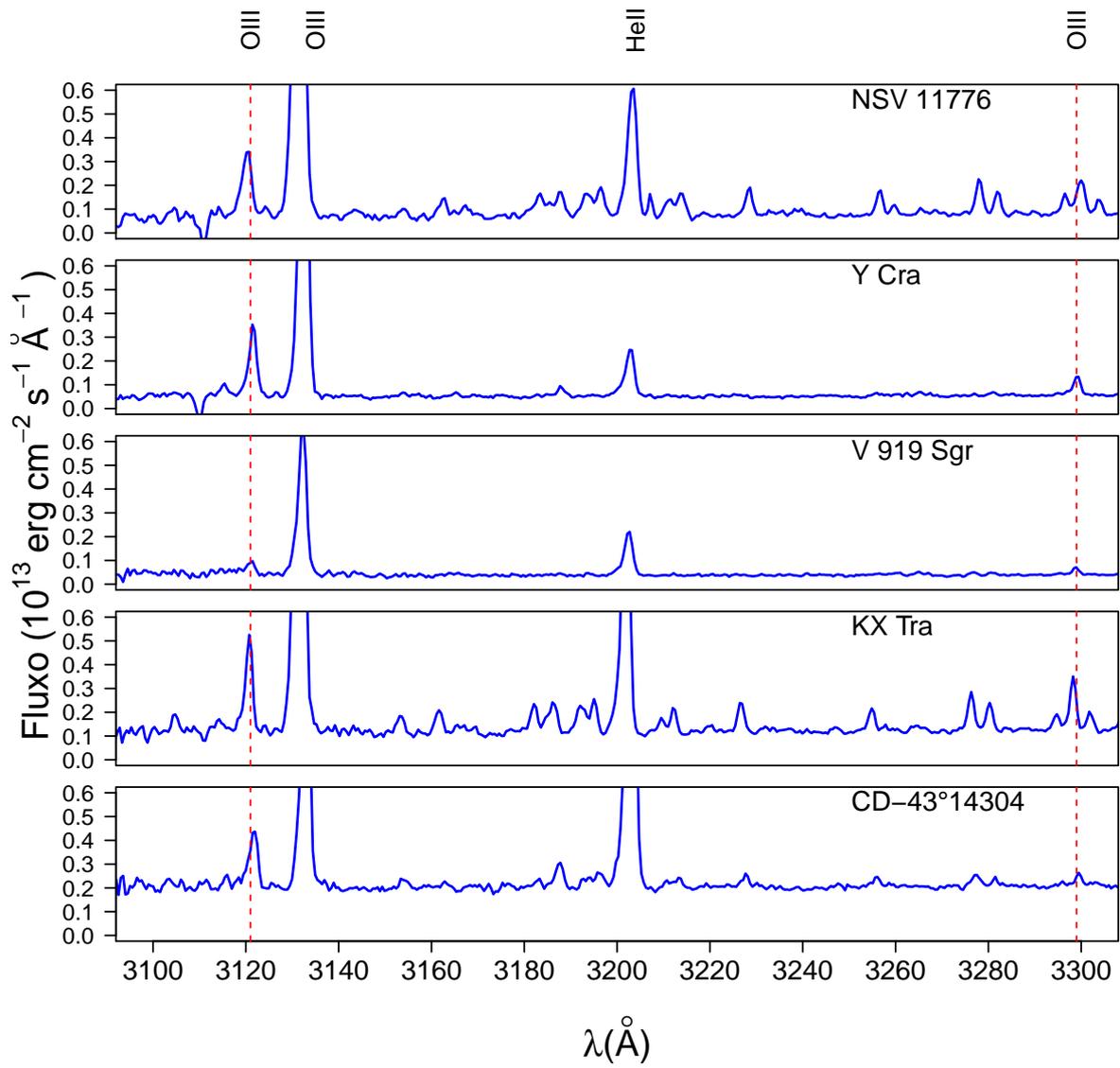


Figura 2.5: Região espectral entre 3100Å e 3300Å.

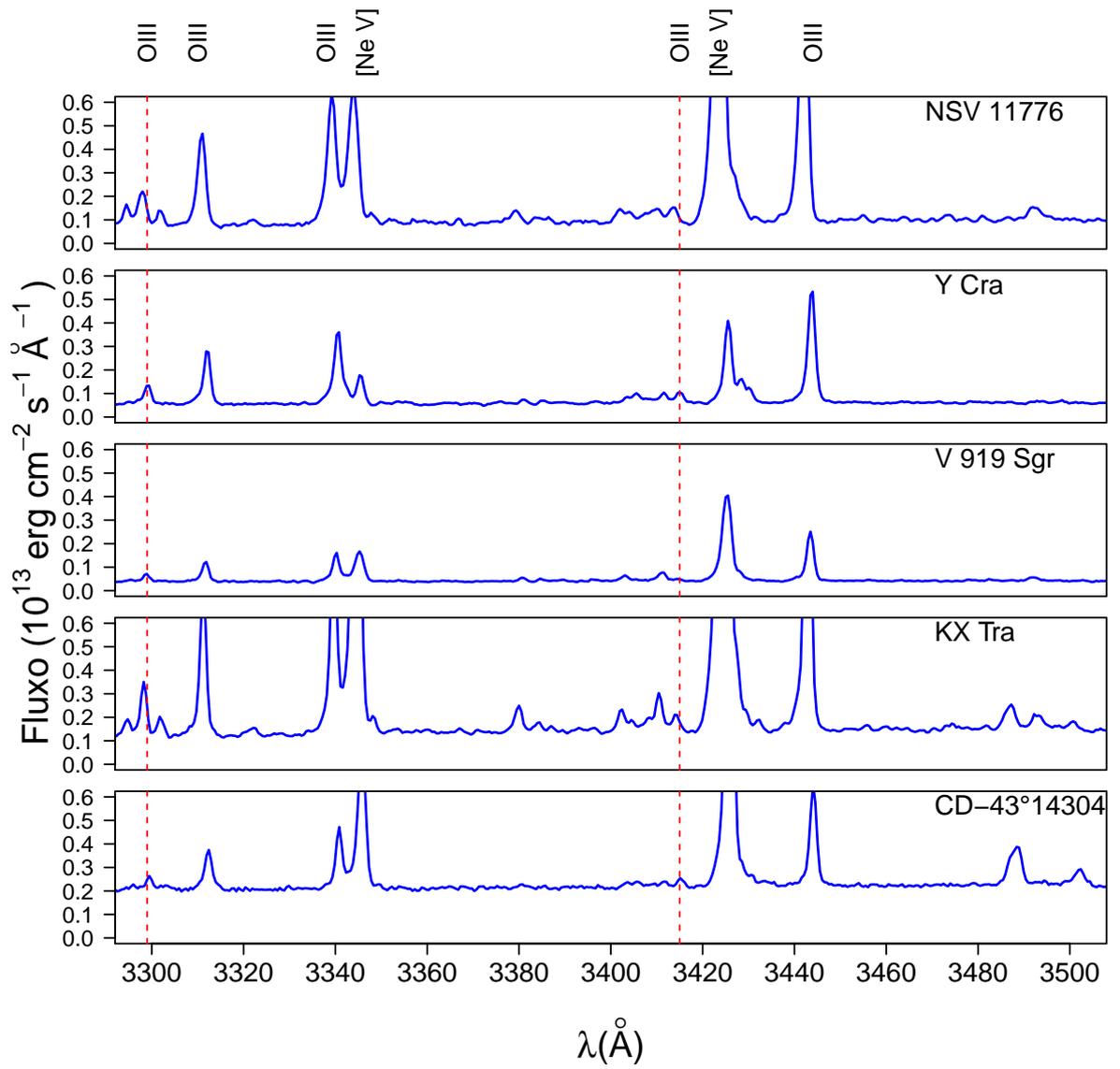


Figura 2.6: Região espectral entre 3300Å e 3500Å.

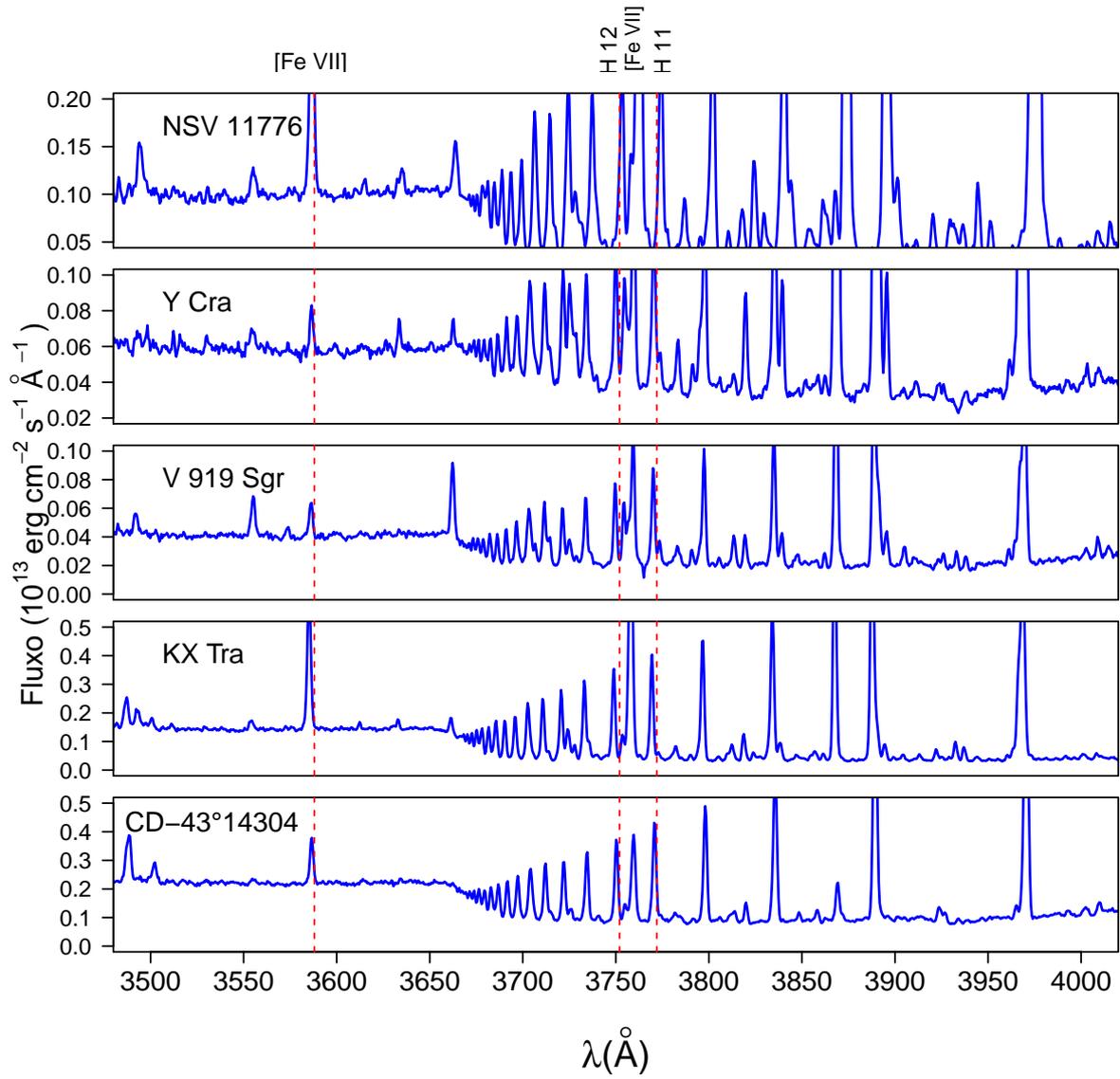


Figura 2.7: Região espectral entre 3500 \AA e 4000 \AA .

2.5.3 As linhas de Bowen nos objetos

Neste trabalho, estudamos as linhas principais de Bowen, dos processos O1 e O3. Apresentaremos primeiramente a análise utilizando as linhas de hidrogênio; em seguida a análise será feita utilizando as linhas do hélio e, então poderemos discutir os resultados obtidos.

Linhas do hidrogênio

A Tabela 2.2 apresenta os valores dos fluxos observados (F_λ) e corrigidos (I_λ) da extinção interestelar para as linhas de Bowen presentes nos espectros dos objetos, em unidade de fluxo $H\beta = 100$, utilizando o excesso de cor obtido pelas linhas do hidrogênio.

Tabela 2.2: Fluxos observados e fluxos corrigidos das linhas de Bowen presentes nos espectros dos objetos, utilizando as linhas do hidrogênio. Os fluxos estão expressos em unidade de fluxo de $H\beta = 100$. Na parte inferior da tabela, apresentamos os fluxos observados e corrigidos da linha $H\beta$ em $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$.

Linha	NSV 11776		Y Cra		V 919 Sgr		KX Tra		CD-43°14304	
	F_λ	I_λ								
3121Å	3.12	11.01	14.10	28.41	2.69	9.49	2.25	13.48	2.48	11.40
3133Å	29.71	103.27	82.22	164.28	31.58	109.77	28.01	164.25	10.31	46.55
3299Å	1.56	4.50	3.28	5.91	1.45	4.18	1.37	6.16	0.29	1.04
3312Å	4.01	11.48	8.47	15.19	3.66	10.48	3.12	13.89	1.71	6.10
3340Å	6.56	18.23	12.37	21.82	6.64	18.45	6.22	26.59	2.44	8.40
3415Å	0.69	1.82	2.03	3.45	0.49	1.27	0.70	2.71	0.31	0.98
3444Å	11.81	29.78	20.84	34.84	9.28	23.40	10.66	39.64	3.24	9.92
$F_{H\beta}$	1.38×10^{-12}		4.05×10^{-13}		2.65×10^{-13}		2.57×10^{-12}		1.92×10^{-12}	
$I_{H\beta}$	2.15×10^{-11}		1.86×10^{-12}		4.13×10^{-12}		1.27×10^{-10}		5.32×10^{-11}	

A seguir, a Tabela 2.3 apresenta os valores observados das razões I_{3133}/I_{3444} ,

do processo O1, e I_{3415}/I_{3121} , do processo O3. Como essas linhas são formadas no mesmo nível superior (Veja Figuras 2.3 e 2.4), a razão entre elas independe da população daquele nível, de maneira que o seu valor pode ser determinado teoricamente (Fischer, 1994) e, dessa forma, teoria e observação podem ser comparadas. Ao final da Tabela 2.3, apresentamos o valor teórico esperado (Fischer, 1994) para cada uma das razões de linhas, bem como os valores médios observados em nebulosas planetárias e estrelas simbióticas tipo D.

Tabela 2.3: Razão de linhas - Processos O1 e O3, utilizando as linhas do hidrogênio.

Objeto	Processo O1 I_{3133}/I_{3444}	Processo O3 I_{3415}/I_{3121}
NSV 11776	3.47	0.16
Y Cra	4.71	0.12
V 919 Sgr	4.69	0.13
KX Tra	4.14	0.20
CD-43°14304	4.69	0.08
Froese Fischer ^a	3.21	0.14
Este trabalho	4.34 ± 0.54	0.14 ± 0.04
Nebulosas planetárias ^b	3.33 ± 0.16	-
Simbióticas tipo D ^c	3.31 ± 0.31	0.16 ± 0.03

^a Fischer (1994)

^b Liu and Danziger (1993)

^c Pereira et al. (1999)

Examinando a Tabela 2.3, observamos que para a razão de linhas do processo O1, obtivemos em média $\frac{I_{3133}}{I_{3444}} = 4.34 \pm 0.54$, maior que o valor de 3.21, predito teoricamente por Fischer (1994); também é maior que os valores médios observados em estrelas simbióticas tipo D e nebulosas planetárias. Já para a razão

de linhas do processo O3, obtivemos um valor médio de $\frac{I_{3415}}{I_{3121}} = 0.14 \pm 0.04$, em boa concordância com o valor de 0.14, também predito teoricamente por [Fischer \(1994\)](#) e com aqueles observados em estrelas simbióticas tipo D.

Como exposto acima, para o processo O1, a razão I_{3133}/I_{3444} observada é maior que aquela esperada teoricamente. Esse desacordo pode estar relacionado à uma possível má calibração em fluxo dos espectros obtidos, ou mesmo devido a lei de extinção interestelar. Todavia, o efeito de auto absorção deva ter contribuído mais significativamente no desacordo entre a razão teórica e a razão observada. Além do mais, como não há formação de camada de poeira nas estrelas simbióticas tipo S, não acreditamos que esse efeito seja devido à extinção circunstelar.

Até aqui, comparamos teoria e observação para as linhas de Bowen, presentes nos espectros de cinco estrelas simbióticas tipo S. Nosso próximo passo agora é determinar a eficiência do mecanismo de fluorescência de Bowen por meio da Equação 2.2, isto é, determinar qual a fração dos fótons $\text{Ly}\alpha$ do HeII é transformada em linha de Bowen, como exposto na seção 2.3.

A Tabela 2.4 traz os valores observados para as razões I_{3444}/I_{4686} e I_{3121}/I_{4686} , bem como a eficiência do mecanismo de fluorescência de Bowen para os processos O1, $\mathfrak{R}(O1)$, e O3, $\mathfrak{R}(O3)$. Vale lembrar que a linha 3444Å é devida ao processo O1, e a linha 3121Å é devida ao processo O3 e como essas linhas são linhas principais de Bowen, não foi necessário levar em conta a contribuição do processo de troca de carga, que afeta as linhas subordinadas.

Tabela 2.4: Eficiência do mecanismo de Bowen - Processos O1 e O3, utilizando as linhas do hidrogênio.

Objeto	I_{3444}/I_{4686}	$\mathfrak{R}(O1)$	I_{3121}/I_{4686}	$\mathfrak{R}(O3)$
NSV 11776	0.59	0.47	0.23	0.05
Y Cra	0.98	0.79	0.79	0.17
V 919 Sgr	0.52	0.39	0.20	0.04
KX Tra	0.88	0.71	0.27	0.06
CD-43°14304	0.17	0.13	0.21	0.04
Este trabalho		0.59 ± 0.19^a		0.07 ± 0.06
Nebulosas planetárias ^b		0.33 ± 0.21		-
Simbióticas tipo D ^c		0.34 ± 0.10		0.02 ± 0.02

^a exceto CD-43°14304 (componente fria tipo K7)

^b [Liu and Danziger \(1993\)](#)

^c [Pereira et al. \(1999\)](#)

Observando os valores que foram obtidos para as eficiências do mecanismo de fluorescência de Bowen, na Tabela 2.4, notamos que $\mathfrak{R}(O3)$ é sistematicamente menor que $\mathfrak{R}(O1)$. Esse comportamento deve-se ao fato de que as probabilidades de transição para as linhas do processo O1 são maiores que as probabilidades de transição para as linhas do processo O3. Em particular, Y Cra apresentou a maior eficiência, onde 79% dos fótons $\text{Ly}\alpha$ do HeII são convertidos em linhas de Bowen do processo O1 e 17% dos fótons $\text{Ly}\alpha$ do HeII são convertidos em linhas de Bowen do processo O3. Em contraste, a simbiótica CD-43°14304 apresentou a menor eficiência, onde 13% dos fótons $\text{Ly}\alpha$ do HeII são convertidos em linhas de Bowen do processo O1 e 4% dos fótons $\text{Ly}\alpha$ do HeII são convertidos em linhas de Bowen do processo O3.

A componente fria da simbiótica CD-43°14304 é uma gigante vermelha do tipo espectral K7 ([Belczyński et al., 2000](#)), enquanto que a componente fria das outras quatro estrelas são gigantes vermelhas do tipo espectral $M3 \sim M7$ ([Belczyński](#)

et al., 2000). Tratando-se de uma estrela menos trada, quando comparada com os demais objetos, esse fato pode justificar a menor eficiência na formação das linhas de Bowen na simbiótica CD-43°14304.

Linhas do hélio

Apresentaremos agora a mesma análise, mas utilizando a extinção derivada pelas linhas do hélio. A Tabela 2.5 apresenta os fluxos observados e corrigidos da extinção interestelar para as linhas de Bowen presentes nos espectros dos objetos, em unidade de $H\beta = 100$, utilizando o excesso de cor obtido pelas linhas do hélio.

Tabela 2.5: Fluxo observado (F_λ) e fluxo corrigido (I_λ) das linhas de Bowen presentes nos espectros dos objetos, utilizando as linhas do hélio. Os fluxos estão expressos em unidade de fluxo de $H\beta = 100$. Na parte inferior da tabela, apresentamos os fluxos observados e corrigidos da linha $H\beta$ em $\text{ergcm}^{-2}\text{s}^{-1}$.

Linha	NSV 11776		Y Cra		V 919 Sgr		KX Tra		CD-43°14304	
	F_λ	I_λ								
3121Å	3.12	13.48	14.10	24.31	2.69	3.61	2.25	4.26	2.48	2.72
3133Å	29.71	126.13	82.22	140.86	31.58	42.30	28.01	52.62	10.31	11.31
3299Å	1.56	5.33	3.28	5.18	1.45	1.86	1.37	2.34	0.29	0.31
3312Å	4.01	13.59	8.47	13.59	3.66	4.68	3.12	5.31	1.71	1.85
3340Å	6.56	21.48	12.37	19.24	6.64	8.44	6.22	10.43	2.44	2.63
3415Å	0.69	2.09	2.03	3.07	0.49	0.61	0.70	1.13	0.31	0.33
3444Å	11.81	34.55	20.84	31.08	9.28	11.53	10.66	17.03	3.24	3.47
$F_{H\beta}$	1.38×10^{-12}		4.05×10^{-13}		2.65×10^{-13}		2.57×10^{-12}		1.92×10^{-12}	
$I_{H\beta}$	3.01×10^{-11}		1.33×10^{-12}		5.04×10^{-13}		1.03×10^{-11}		2.35×10^{-11}	

Com as intensidades corrigidas, determinamos novamente as razões I_{3133}/I_{3444} e I_{3415}/I_{3121} , respectivamente para os processos O1 e O3, como mostrado na Tabela 2.6. Esses valores foram comparados com as razões esperadas teoricamente.

Tabela 2.6: Razão de linhas - Processos O1 e O3, utilizando as linhas do hélio.

Objeto	Processo O1 I_{3133}/I_{3444}	Processo O3 I_{3415}/I_{3121}
NSV 11776	3.65	0.15
Y Cra	3.53	0.13
V 919 Sgr	3.67	0.17
KX Tra	3.09	0.26
CD-43°14304	3.26	0.12
Froese Fischer ^a	3.21	0.14
Este trabalho	3.64 ± 0.34	0.17 ± 0.06
Nebulosas planetárias ^b	3.33 ± 0.16	-
Simbióticas tipo D ^c	3.31 ± 0.31	0.16 ± 0.03

^a Fischer (1994)

^b Liu and Danziger (1993)

^c Pereira et al. (1999)

Como se pode observar a partir da Tabela 2.6, a concordância para a razão de linhas do processo O1 parece melhor, quando utilizamos as linhas do hélio para a determinação da extinção interestelar, embora o desacordo persista. Para o processo O3, a razão de linhas observadas ainda concorda com o valor teórico, dentro da barra de erro.

Por fim, determinamos as eficiências do mecanismo de fluorescência de Bowen, para os processos O1 e O3, conforme mostrado na Tabela 2.7, abaixo.

Tabela 2.7: Eficiência do mecanismo de Bowen - Processos O1 e O3, utilizando as linhas do hélio.

Objeto	I_{3444}/I_{4686}	$\mathfrak{R}(O1)$	I_{3121}/I_{4686}	$\mathfrak{R}(O3)$
NSV 11776	0.65	0.54	0.27	0.06
Y Cra	0.87	0.70	0.67	0.15
V 919 Sgr	0.27	0.20	0.08	0.02
KX Tra	0.39	0.31	0.09	0.02
CD-43°14304	0.06	0.04	0.05	0.01
Este trabalho		0.44 ± 0.22^a		0.05 ± 0.06
Nebulosas planetárias ^b		0.33 ± 0.21		-
Simbióticas tipo D ^c		0.34 ± 0.10		0.02 ± 0.02

^a exceto CD-43°14304 (componente fria tipo K7)

^b [Liu and Danziger \(1993\)](#)

^c [Pereira et al. \(1999\)](#)

Discussão

Utilizando o excesso de cor derivado pelas linhas do hélio, notamos que as razões teóricas e observadas das linhas de Bowen apresentam um acordo melhor. Nos dois casos, a razão de linhas do processo O3 concorda com o valor teoricamente calculado por [Fischer \(1994\)](#); já a razão de linhas do processo O1 não concorda muito nos dois casos, entretanto a razão se aproxima mais quando utilizamos a extinção dada pelas linhas do hélio. Isso pode estar no fato de que as linhas do hélio são menos afetadas pelo efeito de auto absorção ([Schmid and Schild, 1990](#)).

Por outro lado, verificamos nos dois casos que a eficiência do mecanismo de Bowen do processo O3 é sistematicamente menor que a eficiência do mecanismo de Bowen para o processo O1. Essa característica, de fato, foi observada nas nebulosas planetária e nas estrelas simbióticas Tipo D. Tal comportamento sis-

têmico deve-se ao fato de que as probabilidades de transição para as linhas do processo O1 são maiores que as probabilidades de transição do processo O3 (veja os diagramas nas Figuras 2.3 e 2.4, para os processos O1 e O3).

Abaixo, ilustramos ainda nas Figuras 2.8 e 2.9 os espectros das simbióticas NSV 11776 e V919 Sgr, afim de mostrar o efeito provocado no contínuo depois que se aplica a correção devida à extinção interestelar. Em cada figura, apresentamos em um mesmo *plot* o espectro observado, o espectro corrigido pelas linhas do hidrogênio e o espectro corrigido pelas linhas do hélio.

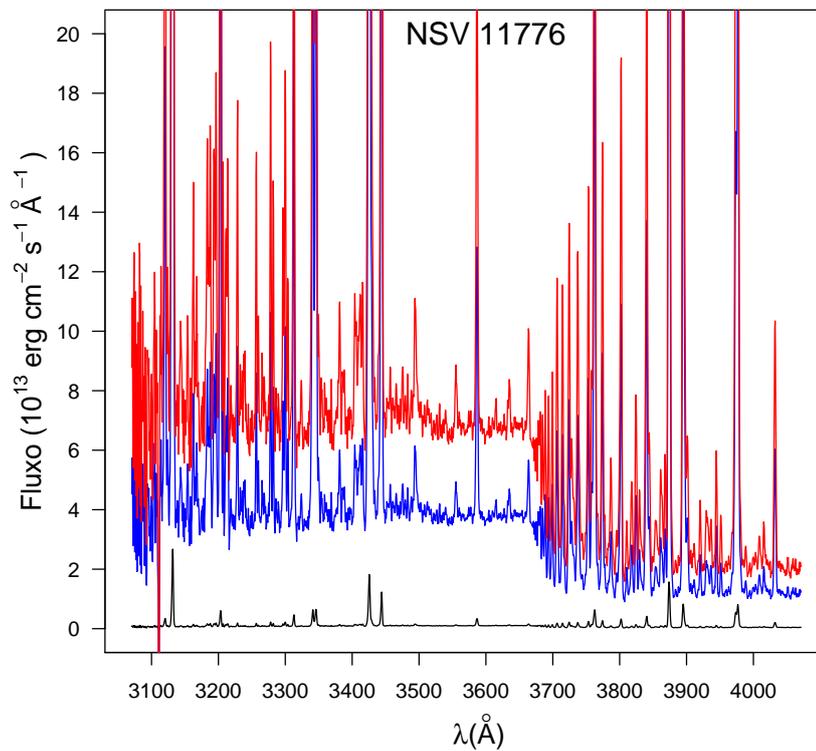


Figura 2.8: Efeito da correção pela extinção interestelar no contínuo da simbiótica NSV 11776. Em preto, temos o espectro observado; em azul, o espectro corrigido pelas linhas do hidrogênio; em vermelho, o espectro corrigido pelas linhas do hélio.

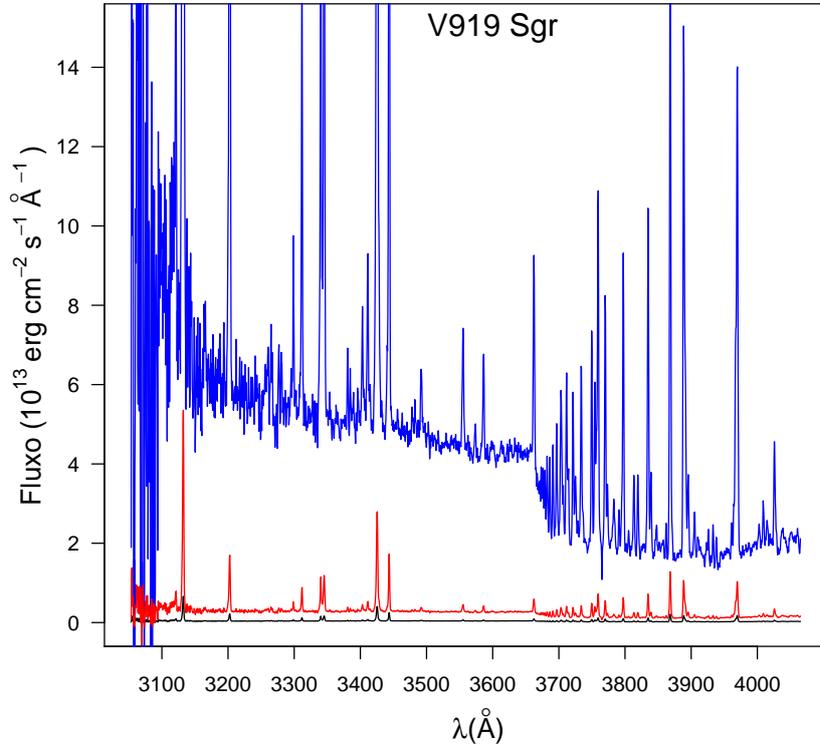


Figura 2.9: Efeito da correção pela extinção interestelar no contínuo da simbiótica V919 Sgr. Em preto, temos o espectro observado; em azul, o espectro corrigido pelas linhas do hidrogênio; em vermelho, o espectro corrigido pelas linhas do hélio.

Na simbiótica NSV 11776, os valores de E_{B-V} obtidos tanto pelas linhas do hidrogênio, como pelas linhas do hélio são próximos (veja a Tabela 2.1), de maneira que o contínuo do espectro é apenas deslocado. A situação se torna bem diferente para V919 Sgr, visto a maior discrepância entre os valores de E_{B-V} (veja a Tabela 2.1) determinados pelas linhas do hidrogênio e pelas linhas do hélio. A correção pela extinção interestelar derivada pelas linhas do hidrogênio provoca um *slope* no contínuo do espectro (em cor azul), enquanto que a correção

pelas linhas do hélio permite um contínuo plano no espectro (em cor vermelha) da simbiótica V919 Sgr.

Dessa maneira, notamos que a correção pela extinção interestelar dada através das linhas de hélio se torna melhor do que a correção derivada pelas linhas do hidrogênio, uma vez que o contínuo permanece plano e, dessa forma, a razão no fluxo das linhas não é influenciado pelo fluxo do contínuo.

2.6 Conclusão

De acordo com o que foi abordado ao longo deste capítulo, podemos reunir alguns resultados. Estudamos as linhas de Bowen presentes nos espectros de cinco estrelas simbióticas do tipo S. Ao derivarmos o parâmetro de extinção E_{B-V} , notamos que o efeito de auto absorção na componente nebular dessas estrelas simbióticas desempenha papel significativo. Depois de corrigir o fluxo das linhas, comparamos a razão teórica e observada entre as linhas de Bowen.

Notamos que para as linhas do processo O1, a razão observada é um pouco maior que a razão teórica, seja a extinção dada pelas linhas do hidrogênio, quanto pelas linhas do hélio; entretanto, para a extinção derivada a partir das linhas do hélio, a razão entre as linhas do processo O1 tornou-se mais próxima da razão teórica. Outros fatores que podem influenciar nesse desacordo, além do efeito de auto absorção é a calibração em fluxo do espectro ou mesmo a própria resolução do espectro. Já para as linhas do processo O3, obtivemos boa concordância entre teoria e observação, para a extinção dada tanto pelas linhas do hidrogênio quanto pelas linhas do hélio.

Finalizamos o estudo das linhas de Bowen, determinando a eficiência do me-

canismo de fluorescência. Adotando a extinção dada pelas linhas do hélio, obtivemos uma eficiência média próxima de 44% para a formação das linhas do processo O1 e uma eficiência média de 5% para a formação das linhas do processo O3. Para as estrelas simbióticas tipo D, [Pereira et al. \(1999\)](#) obtiveram, em média, uma eficiência de 34% para o processo O1 e uma eficiência média de 2%. Sendo assim, estrelas simbióticas tipo S mostraram-se mais eficiente na formação de linhas de Bowen que estrelas simbióticas tipo D.

Capítulo 3

Diagrama de diagnóstico

Como já mencionado anteriormente, estrelas simbióticas são objetos que apresentam em seus espectros características de absorção, devido a componente fria do sistema, combinadas com linhas de emissão nebulares, além de linhas proibidas. Dentre a variedade de linhas, temos por exemplo, linhas do H I, He I, He II, [O III], [Ne III], [Ne V] e [Fe VII] ([Belczyński et al., 2000](#)). A presença da componente fria do sistema foi confirmada pelas observações que foram feitas no infravermelho. Alguns objetos simbióticos, quando observados somente na região do visível, não apresentam claramente sua natureza simbiótica ([Boyarchuk, 1982](#)). Mesmo depois da descoberta desses objetos, algumas estrelas simbióticas acabavam por ser classificadas como nebulosas planetárias.

Neste capítulo, faremos um estudo de um diagrama que foi proposto por [Gutiérrez-Moreno et al. \(1995\)](#) e derivaremos também suas propriedades, assim como já feito na literatura. Assim, poderemos, então, discutir o significado da posição que esses objetos ocupam no diagrama, em especial para as estrelas que constituem a amostra deste trabalho.

3.1 A busca por um diagrama de diagnóstico

Com o crescimento do número de objetos que apresentavam linhas de emissão em seus espectros, vários autores buscavam critérios de seleção que pudessem classificar tais objetos. Critérios esses que, de acordo com Baldwin, Phillips and Terlevich (Baldwin et al., 1981), tornavam-se confusos para separar os objetos. Sendo assim, Baldwin et al. (1981) propuseram um critério de seleção que estivesse baseado no principal fator que atua nos gases que emitem: *o mecanismo de excitação*. Para este fim, algumas linhas são muito úteis, tais como, $[NeV]$ 3426Å, $[OII]$ 3727Å, $HeII$ 4686Å, $H\beta$ 4861Å, $[OIII]$ 5007Å, $[OI]$ 6300Å, $H\alpha$ 6563Å e $[NII]$ 6584Å. As linhas $[NeIII]$ 3869Å, $[OIII]$ 4363Å e $H\gamma$ 4340Å também podem ser usadas, mas as vezes aparecem blendadas com outras linhas e por isso costumam a ser evitadas, pois aumentam a incerteza no fluxo.

Utilizando essas linhas, Baldwin et al. (1981) construíram diversos diagramas baseados nas razões de linhas, a fim de que se observasse a localização desses objetos, de acordo com o principal mecanismo de excitação. Baldwin et al. (1981) notaram a separação que ocorria entre nebulosas planetárias e regiões H II.

Observando o trabalho desses autores, Gutierrez-Moreno et al. (1986) levantaram algumas questões acerca da posição que as estrelas simbióticas ocupariam nesses diagramas, referido-se a eles como diagramas BPT (de Baldwin, Phillips e Terlevich). *'Será que o diagrama BPT permite separar estrelas simbióticas e nebulosas planetárias somente com seus espectros no óptico?'* *'Será que as estrelas simbióticas e nebulosas planetárias ocupariam a mesma região no diagrama BPT?'* Para tentar responder essas questões, Gutierrez-Moreno et al. (1986) exa-

minaram primeiramente duas simbióticas ¹ do tipo D: He 2-104 e He 2-106. Após reproduzirem os diagramas BPT, com a inclusão das duas simbióticas, esses autores puderam verificar que tanto He 2-104 quanto He 2-106 se separavam da região das nebulosas planetárias, localizando-se na borda de onde se localizava a Região HII. Este fato está ilustrado na Figura 3.1. Note como as nebulosas planetárias se separam das regiões HII.

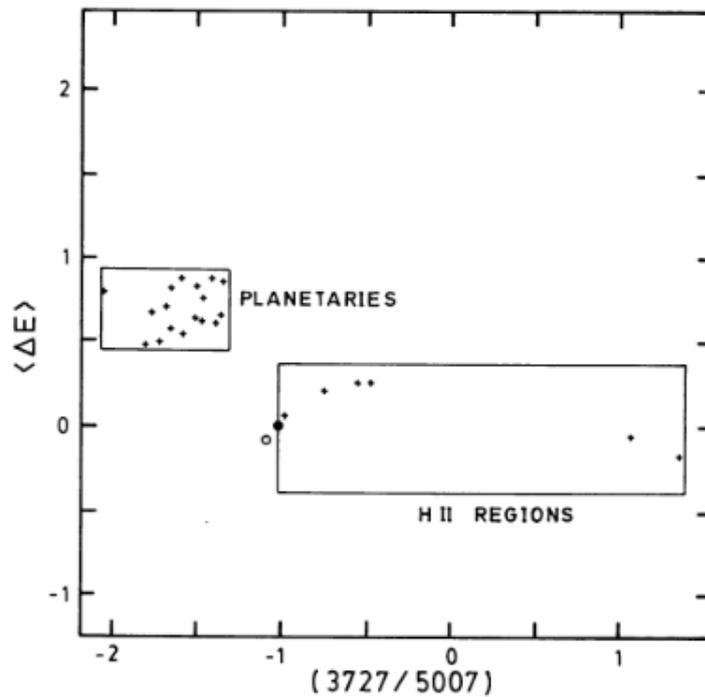


Figura 3.1: Diagrama BPT, incluindo os objetos He2-104 (círculo preenchido) e He2-106 (círculo vazado). No eixo vertical, $\langle \Delta E \rangle$ é definido como a diferença de excitação (cf. Baldwin et al., 1981) e no eixo horizontal está representado o logaritmo da razão entre as linhas 3727Å e 5007Å. Figura extraída de Gutierrez-Moreno et al. (1986)

¹Na época, He 2-104 era apenas candidata a Estrela Simbiótica.

O objetivo, na verdade, era poder separar as estrelas simbióticas das nebulosas planetárias utilizando apenas a região visível do espectro, uma vez que esses dois tipos distintos de objetos eram confundidos, isto é, estrelas simbióticas acabavam por ser classificadas como nebulosas planetárias (Gutierrez-Moreno, 1988). Uma vez que estrelas simbióticas e nebulosas planetárias diferem pela densidade eletrônica, um diagrama que leve em conta esse parâmetro poderia ser útil para a finalidade de separar as estrelas simbióticas das nebulosas planetárias.

No ano de 1988, entretanto, já para um grupo maior de oito estrelas simbióticas², Gutierrez-Moreno (1988) observou que as nebulosas planetárias não se limitavam apenas a uma região no diagrama BPT, como mostrado acima, na Figura 3.1, mas poderiam se estender para outras regiões no diagrama, de maneira que a separação entre estrelas simbióticas e nebulosas planetárias não ficava tão evidente, tornando o diagrama inadequado para este fim, sendo necessário uma nova abordagem que pudesse permitir observar a separação entre esses objetos. Abaixo, na Figura 3.2, mostramos o diagrama apresentado por Gutierrez-Moreno (1988). Note como as nebulosas planetárias se espalham pelo diagrama. A linha desenhada na figura é uma separação tentativa entre os objetos. As nebulosas planetárias se localizam acima dessa linha, junto com duas simbióticas.

²Na amostra de estrelas simbióticas da época, He 2-104 e Cn 1-1 eram candidatas a estrelas simbióticas.

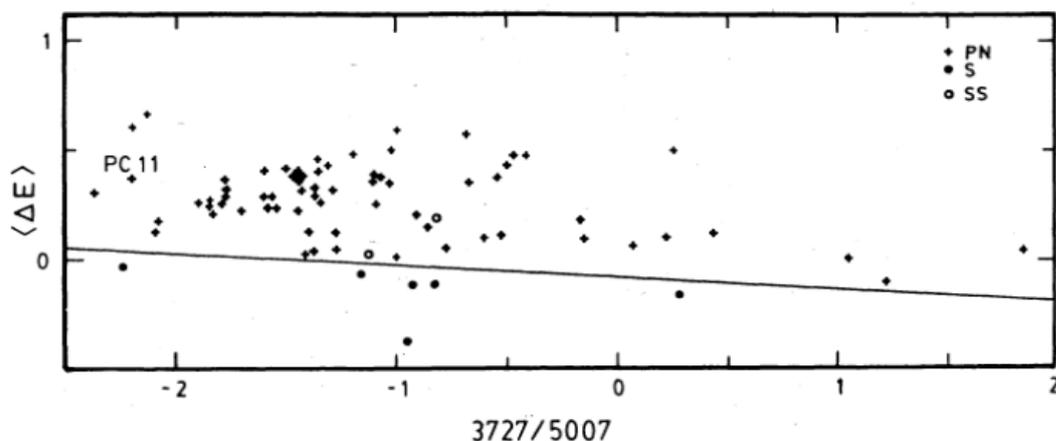


Figura 3.2: Diagrama BPT e a posição das nebulosas planetárias e das estrelas simbióticas. As cruzes representam nebulosas planetárias (PN), os círculos preenchidos são estrelas simbióticas (S) e os círculos vazados seriam possíveis estrelas simbióticas (SS), hoje já confirmadas. Os eixos vertical e horizontal têm o mesmo significado que na Figura 3.1. Figura extraída de [Gutierrez-Moreno \(1988\)](#).

Uma vez que estrelas simbióticas são objetos que, além da alta densidade eletrônica, também possuem alto grau de excitação, quando comparados com nebulosas planetárias, o par de linhas 5007\AA e 4363\AA , do [OIII], poderia ser um bom indicador desses parâmetros físicos. Seguindo nesse pensamento, [Gutierrez-Moreno \(1988\)](#) propôs um diagrama BPT baseado nas razões de linhas $I_{5007}/I_{H\beta}$ vs. $I_{4363}/I_{H\gamma}$. Utilizando essa abordagem alternativa, somada às observações feitas em 1987, que aumentaram o número de estrelas simbióticas, [Gutierrez-Moreno \(1988\)](#) apresentou o diagrama diagnóstico BPT, e nele pôde se observar a nítida separação entre estrelas simbióticas e nebulosas planetárias, baseada apenas na região visível do espectro desses objetos. Observe na Figura 3.3 como os objetos se separam. Chamamos ainda a atenção para M 3-27 que, apesar de ser uma nebulosa planetária, encontra-se na região onde as estrelas simbióticas se localizam. M 3-27 é classificada como nebulosa planetária de alta excitação e

alta densidade.

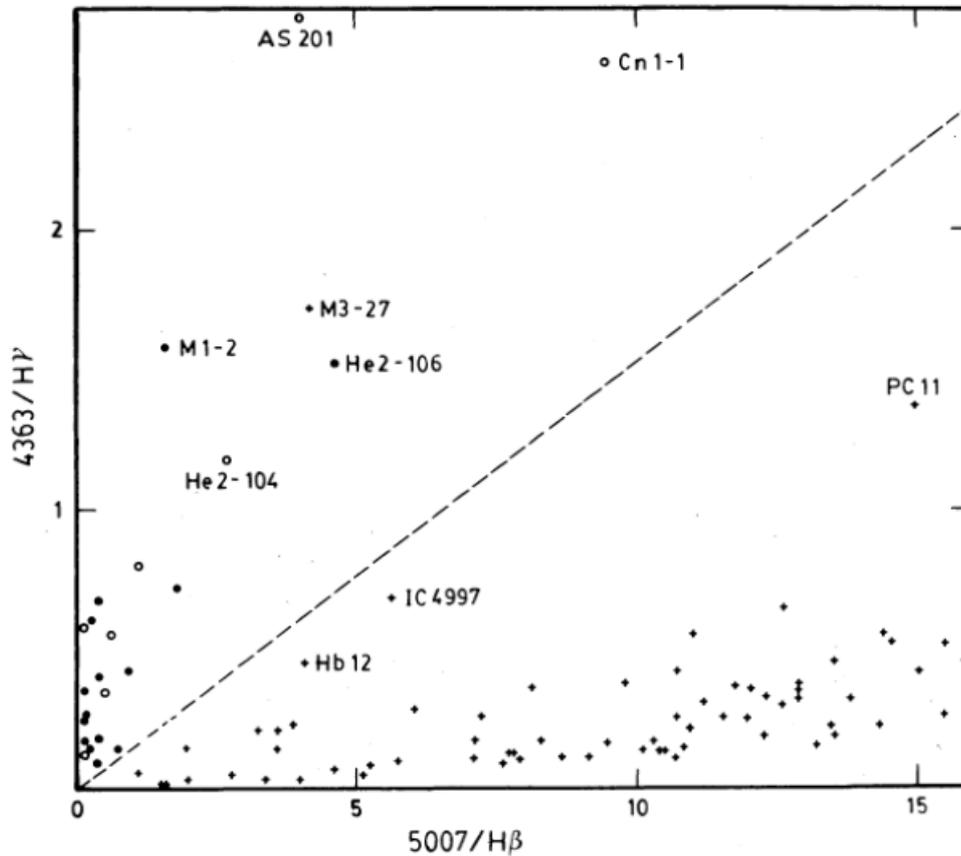


Figura 3.3: Nebulosas planetárias e estrelas simbióticas na abordagem alternativa do diagrama BPT. Como antes, as cruzes representam nebulosas planetárias (PN), os círculos preenchidos são estrelas simbióticas (S) e os círculos vazados seriam possíveis estrelas simbióticas (SS), hoje já confirmadas. Figura extraída de [Gutiérrez-Moreno \(1988\)](#)

Por fim, no ano de 1995, [Gutiérrez-Moreno et al. \(1995\)](#) apresentaram uma nova versão do diagrama diagnóstico BPT, incluindo novas simbióticas do tipo S e tipo D. A Figura 3.4 foi a versão final apresentada na literatura.

Observando o diagrama, podemos perceber a segregação que ocorre entre esses objetos. As três regiões no diagrama separam tentativamente os objetos

como estrelas simbióticas, nebulosas planetárias jovens e nebulosas planetárias e serão explicadas mais adiante, no decorrer do capítulo. Alguns autores também sugerem a ideia de uma relação evolutiva entre estrelas simbióticas e nebulosas planetárias.

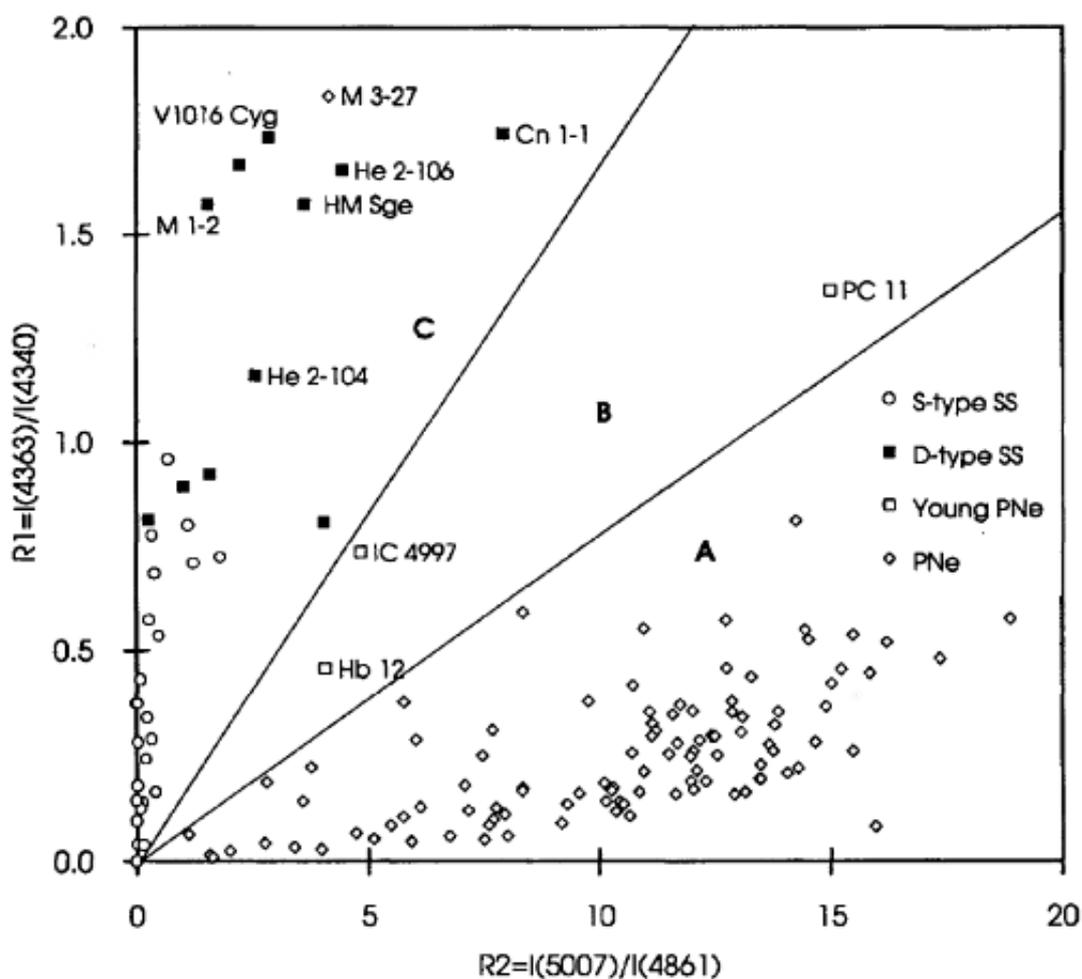


Figura 3.4: Diagrama de diagnóstico, incluindo novos objetos. A legenda está indicada na própria figura. O diagrama é dividido em três regiões tentativas: **A** (nebulosas planetárias), **B** (possível região de nebulosas planetárias jovens) e **C** (estrelas simbióticas). Os eixos vertical e horizontal apresentam as razões dos fluxos corrigidos. Figura extraída de [Gutiérrez-Moreno et al. \(1995\)](#)

De acordo com o que foi exposto, o diagrama realmente se mostrou útil como ferramenta para separar nebulosas planetárias de estrelas simbióticas apenas com espectros na região do visível. Algumas questões, tais como *'Por que esse diagrama separa tais objetos?'*, *'Por que essa razão de linhas é adotada?'* parecem levantar-se naturalmente, afim de tentar entender o porquê que as estrelas simbióticas e as nebulosas planetárias se separam dessa maneira. Para isso, dedicaremos a próxima seção.

Vale mencionar que outro diagrama de diagnóstico, baseado no infravermelho próximo, utilizando as bandas fotométricas H, J e K, também foi proposto na literatura para separar entre estrelas simbióticas e nebulosas planetárias (Phillips, 2007).

3.2 Entendendo o diagrama de diagnóstico

O diagrama é baseado nas linhas proibidas³ do oxigênio duas vezes ionizado, [OIII]. Linhas proibidas são úteis para determinação de densidade eletrônica (N_e) e temperatura eletrônica (T_e) para o meio no qual elas são formadas. Por exemplo, as linhas 5007Å e 4363Å do [OIII] são largamente utilizadas para diagnósticos nebulares. A Figura 3.5 apresenta um conjunto de linhas proibidas do OIII na configuração eletrônica $2p^2$.

Para densidades nebulares, a razão I_{5007}/I_{4363} é bom indicador de temperatura eletrônica, tornando-se bom indicador de densidade eletrônica para densidades características de estrelas simbióticas.

³Linhas que ocorrem devido à transições que violam as regras de seleção na aproximação de dipolo. Veja Gurzadyan (2013).

Como se vê na Figura 3.5, o OIII pode ser tratado como um sistema de três níveis: $n = 1, 2$ e 3 , respectivamente para as configurações 3P , 1D e 1S . Para cada nível de energia, há uma densidade eletrônica crítica ⁴ (N_c) característica daquele nível específico. Densidades eletrônicas maiores que N_c favorecem a desexcitação colisional, enfraquecendo as linhas proibidas. Por exemplo, para uma temperatura eletrônica da ordem de $10^4 K$ (típica de nebulosas planetárias), a densidade crítica do nível 1S_0 do OIII é de $3 \times 10^7 cm^{-3}$; já para o nível 1D_2 do OIII, a densidade crítica é de $4.9 \times 10^5 cm^{-3}$ (veja, por exemplo, Gurzadyan, 2013; Osterbrock and Ferland, 2006; Kwok, 2007).

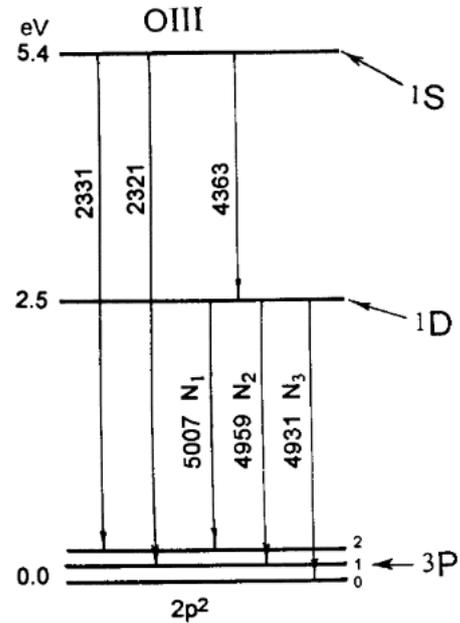


Figura 3.5: Transições proibidas do OIII na configuração eletrônica $2p^2$. Figura extraída de Gurzadyan (2013).

A densidade eletrônica favorece a formação de uma linha em detrimento da outra linha. Em nebulosas planetárias, a razão de linhas I_{5007}/I_{4363} é da ordem de 200, para nebulosas planetárias de baixa excitação, e da ordem de 60, para nebulosas planetárias de alta excitação (Gutierrez-Moreno, 1988). Já nas estrelas simbióticas essa razão é bem menor, da ordem de 4.

O diagrama diagnóstico funciona, na verdade, como um diagrama de densidade eletrônica. A densidade eletrônica típica encontrada nas estrelas simbióticas é maior que àquelas encontradas em nebulosas planetárias, de maneira que a li-

⁴A densidade eletrônica crítica é definida como sendo a densidade eletrônica para que a taxa de desexcitação colisional se iguale à taxa de desexcitação radiativa

na 5007 \AA é desexcitada colisionalmente, tornando-se fraca. Já para densidades típicas de nebulosas planetárias, a linha 5007 \AA torna-se intensa. Dessa forma, é de se esperar que no diagrama diagnóstico as estrelas simbióticas e as nebulosas planetárias se separem.

Por fim, a escolha da utilização da razão de linhas próximas, ao invés do próprio fluxo da linha, torna-se mais conveniente, pois assim os efeitos advindos da extinção interestelar são minimizados.

3.3 Abordagem do diagrama de diagnóstico

Depois de formulado, o diagrama de diagnóstico foi citado algumas vezes na literatura; aqui destacamos as três mais recentes citações. No ano de 2010, [Baella \(2010\)](#) apresentou o mesmo diagrama diagnóstico, com 174 medidas de fluxo, entre nebulosas planetárias e estrelas simbióticas dos tipos S, D e D', com o objetivo de investigar densidade eletrônica e temperatura eletrônica desses objetos e, em 2014, [Mikołajewska et al. \(2014\)](#) também utilizaram o diagrama diagnóstico para nebulosas planetárias e estrelas simbióticas, mas não da Via Láctea, e sim de Andrômeda. Neste trabalho, [Mikołajewska et al. \(2014\)](#) observaram o mesmo comportamento entre os dois tipos de objetos no diagrama. No ano de 2015, [Clyne et al. \(2015\)](#) também utilizaram o mesmo diagrama para separar estrelas simbióticas de nebulosas planetárias.

Na Figura 3.6, mostramos o diagrama de diagnóstico que foi apresentado por [Baella \(2010\)](#). Note, porém, que [Baella \(2010\)](#) preferiu trocar a ordem dos eixos e, neste trabalho, também seguiremos da mesma forma como feito por [Baella \(2010\)](#).

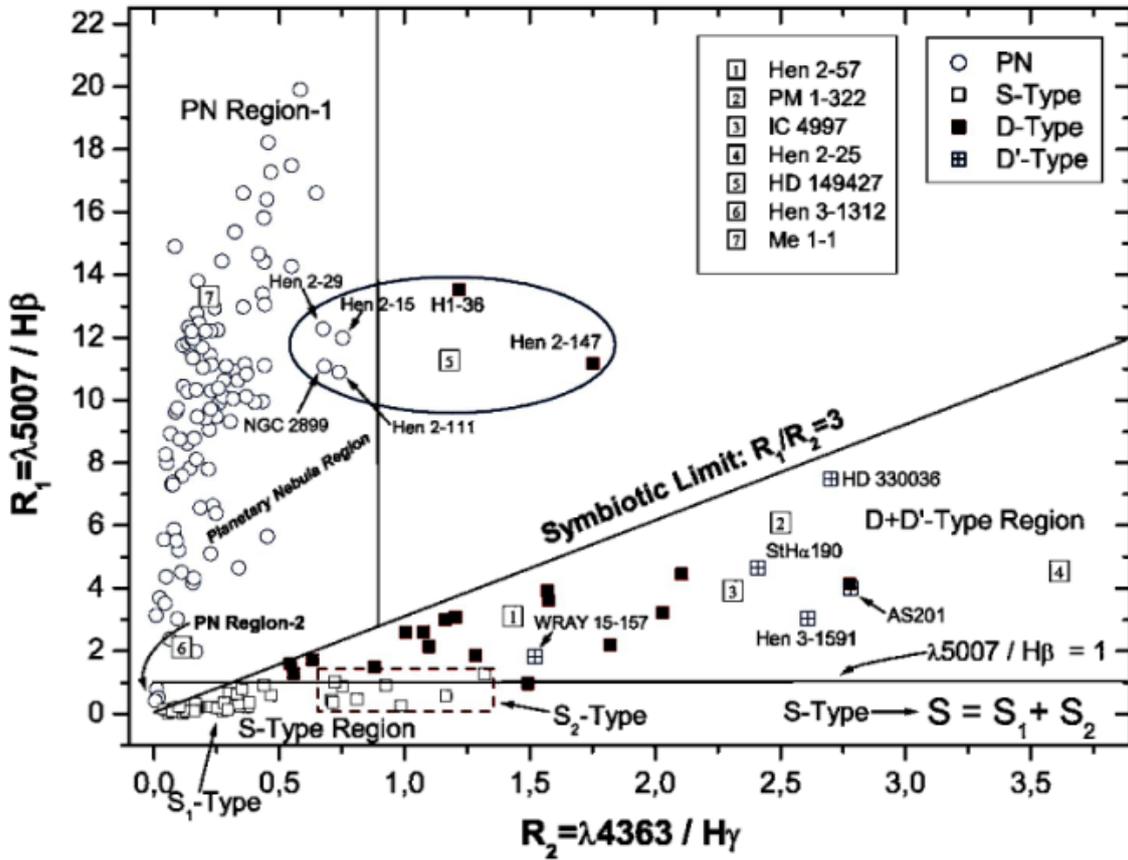


Figura 3.6: Diagrama de diagnóstico apresentado por Baella (2010), mostrando suas regiões e destacando alguns objetos.

Dentro do diagrama da Figura 3.6, algumas regiões foram localizadas, sendo delimitadas tentativamente: a região das nebulosas planetárias, a região das estrelas simbióticas tipos D e D', e a região das estrelas simbióticas tipo S. Baella (2010) separou a região das nebulosas planetárias em duas sub-regiões: uma contendo nebulosas planetárias de alta excitação ($I_{5007}/I_{H\beta} > 1$) – PN Region-1 – e a outra contendo nebulosas planetárias de baixa excitação ($\frac{I_{5007}}{I_{H\beta}} < 1$) – PN Region-2. Baella (2010) propôs também um possível *limite simbiótico*, $\frac{I_{5007}}{I_{H\beta}} \simeq 3 \times \frac{I_{4363}}{I_{H\gamma}}$, (análogo como Gutiérrez-Moreno et al. (1995) fez, quando dividiu o diagrama em

três regiões). Abaixo desse limite, as estrelas simbióticas estariam concentradas. Vale destacar aqui, que na região próxima da origem a separação entre esses dois tipos de objetos não é muito evidente.

Observando ainda a concentração de estrelas simbióticas tipo S próxima a origem do diagrama diagnóstico, Baella (2010) levantou uma questão quanto a localização das estrelas simbióticas tipo S: *'Será que as estrelas simbióticas tipo S se subdividem em tipos S_1 e S_2 ?'* Inspirados nessa questão, construímos um diagrama diagnóstico, a partir de dados da literatura, além dos objetos que compõem a amostra deste trabalho e, assim, propomo-nos também, a estudar, nesse diagrama, a posição ocupada pelas estrelas simbióticas tipo S.

O diagrama diagnóstico, ora apresentado neste trabalho, contém 138 objetos extraídos da literatura, dos quais 84 são nebulosas planetárias e 54 são estrelas simbióticas. Salientamos ainda que, dentre as 54 estrelas simbióticas, 12 objetos fazem parte das estrelas simbióticas recentemente identificadas na nossa galáxia, entre os anos de 2008 e 2014. A Tabela 3.1 lista os 12 novos objetos identificados.

Tabela 3.1: Novas estrelas simbióticas da literatura utilizadas neste trabalho.

Nome	Tipo	Referência
IPHASJ 190924.64-010910.2	S	Corradi et al. (2008)
IPHASJ 193436.06+163128.9	S	Corradi et al. (2010)
IPHASJ 194607.52+223112.3	D	Corradi et al. (2010)
IPHASJ 193943.36+262933.1	D	Rodríguez-Flores et al. (2014)
IPHASJ 224834.32+582908.4	D	Rodríguez-Flores et al. (2014)
001.70-03.67	S	Miszalski et al. (2014)
003.46-01.92	S	Miszalski et al. (2014)
354.98-02.87	D	Miszalski et al. (2014)
355.28-03.15	S	Miszalski et al. (2014)
355.39-02.63	S	Miszalski et al. (2014)
357.32+01.97	S	Miszalski et al. (2014)
358.46+03.54	S	Miszalski et al. (2014)

Nas figuras [3.7](#) e [3.8](#), apresentamos o diagrama diagnóstico construído neste trabalho, com os objetos retirados da literatura. Na Figura [3.7](#), construímos o diagrama diagnóstico assim como apresentado por [Gutiérrez-Moreno et al. \(1995\)](#), contendo as mesmas regiões **A**, **B** e **C** todas identificadas, lembrando que a região **C**, delimitada pela reta $\frac{I_{5007}}{I_{H\beta}} \simeq 6 \times \frac{I_{4363}}{I_{H\gamma}}$, é a região onde se localizam as estrelas simbióticas. Os objetos que não respeitam esse limite estão identificados na própria Figura [3.7](#). Chamamos a atenção também para um grupo de cinco nebulosas planetárias que se localizam na região das estrelas simbióticas. São elas: *PM 1-322*, *IC 4997*, *Hen 2-25*, *Hen 2-57* e *M 3-27*; consideradas nebulosas planetárias jovens e densas⁵. Esses objetos também estão indicados na Figura [3.7](#).

⁵A Nebulosa Planetária IC 4997 é muito estudada na literatura. É compacta e considerada jovem; apresenta variações na intensidade das linhas em emissão e por isso esse objeto se 'move' pelo diagrama, ocupando diferentes posições ([Gutiérrez-Moreno et al., 1995](#)).

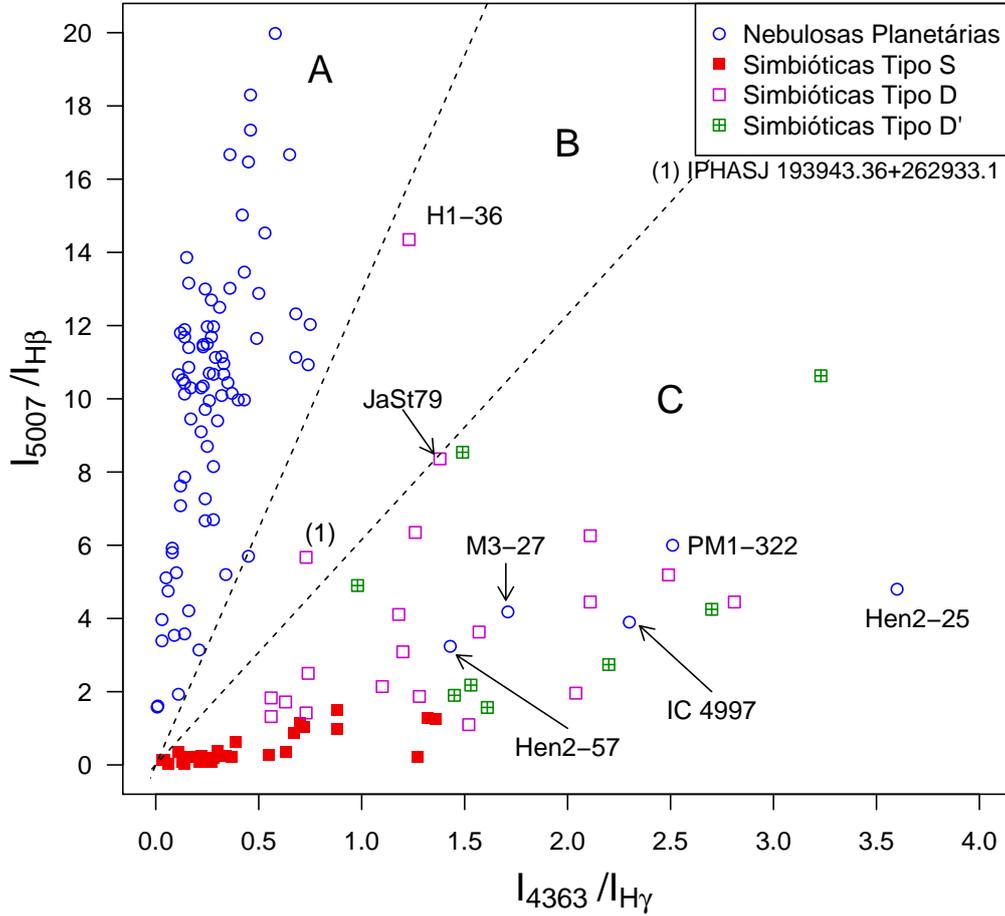


Figura 3.7: Diagrama de diagnóstico apresentado neste trabalho, identificando as regiões **A**, **B** e **C**.

Já na Figura 3.8, construímos o diagrama diagnóstico deste trabalho, assim como apresentado por Baella (2010), tendo traçado o possível limite simbiótico $\frac{I_{5007}}{I_{H\beta}} \simeq 3 \times \frac{I_{4363}}{I_{H\gamma}}$. Os objetos que transgridem esse limite também estão identificados na Figura 3.8. Vale lembrar, entretanto, que ambas as abordagens são tentativas para limitar a região das estrelas simbióticas no diagrama diagnóstico.

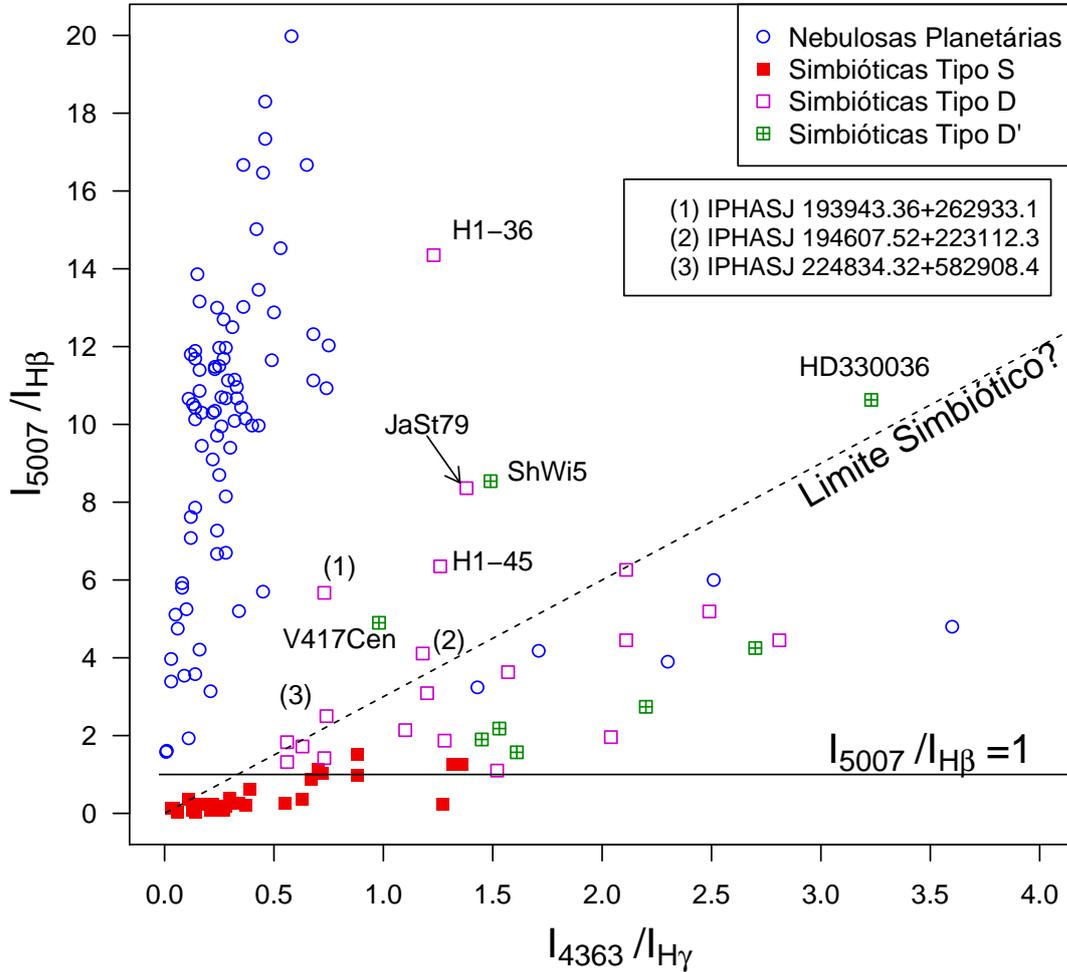


Figura 3.8: Diagrama de diagnóstico apresentado neste trabalho e o possível limite simbiótico.

Por fim, apresentamos abaixo, na Figura 3.9, a posição dos objetos que compõem a amostra de estrelas deste trabalho. Note que a simbiótica CD-43°14304 não está localizada no diagrama. Isso se deve ao fato de que este objeto não exibe em seu espectro a linha 5007Å do [OIII] e, portanto, sua posição no diagrama

diagnóstico é indefinida.

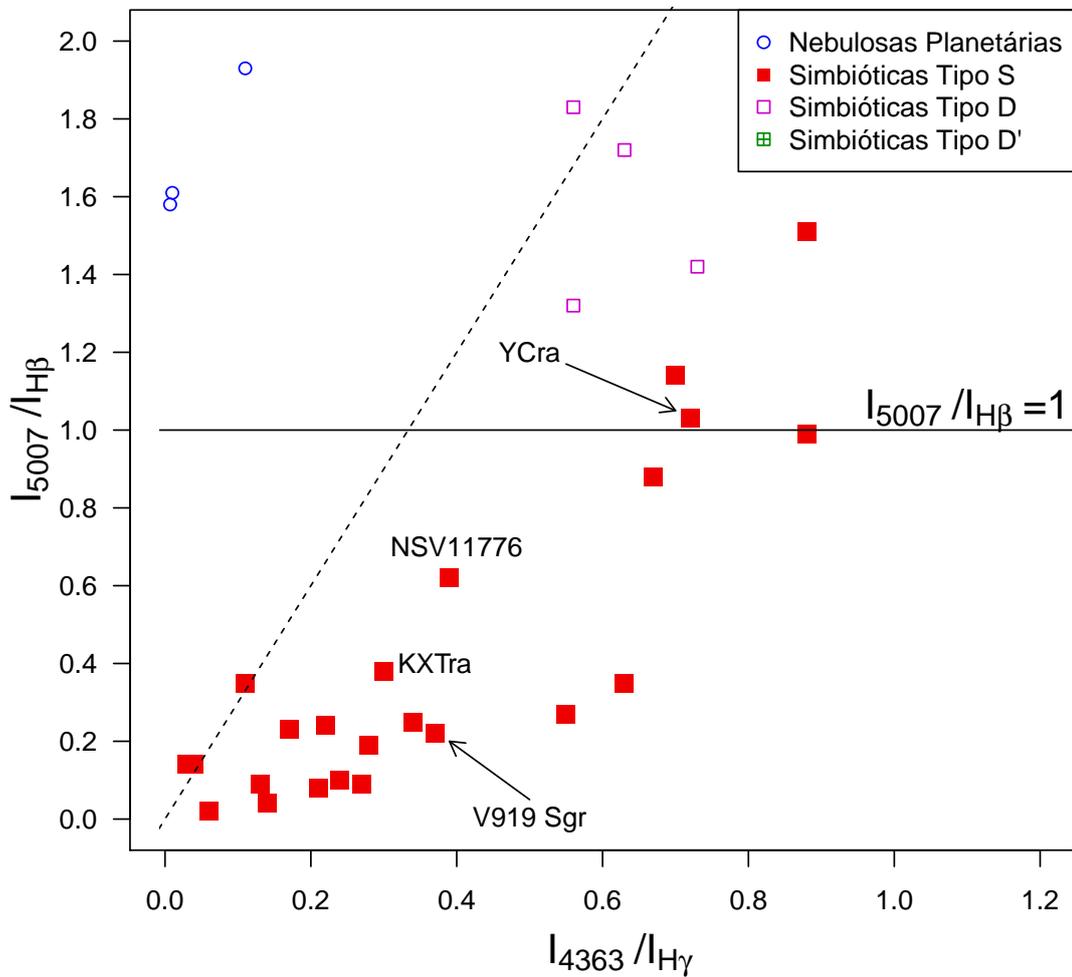


Figura 3.9: Posição dos objetos deste trabalho no diagrama de diagnóstico.

Apresentamos abaixo o espectro dos objetos estudados na região compreendida entre 4000Å e 5100Å. Observe, em especial, o espectro da simbiótica CD-43°14304; note como as linhas exibidas por esse objeto são fracas ou ainda mascaradas pela presença da componente fria. Pela distribuição do contínuo desse

objeto, é possível perceber a influência da componente fria do sistema simbiótico.

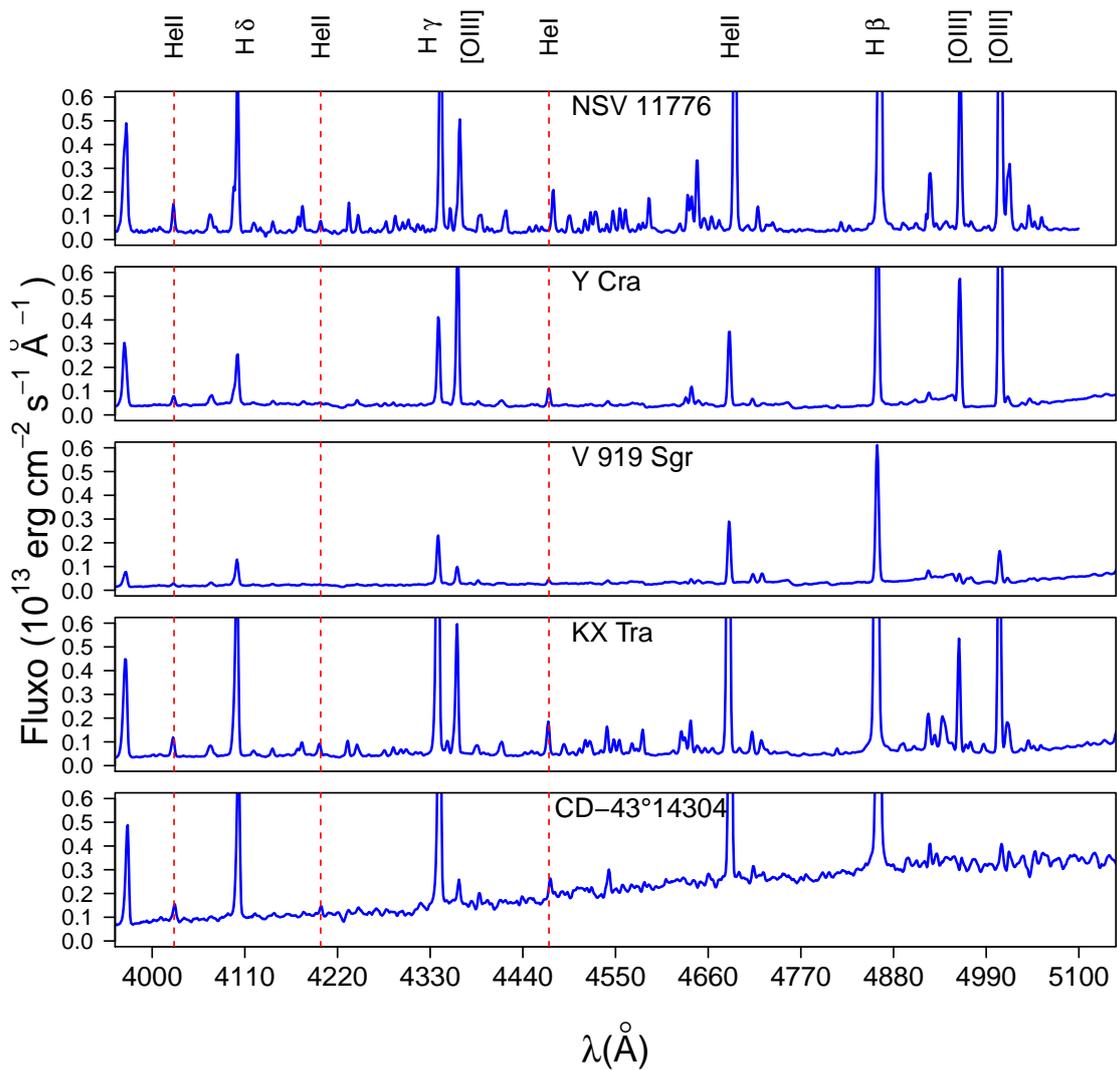


Figura 3.10: Região espectral entre 4000 \AA e 5100 \AA para os cinco objetos da amostra.

3.4 Posição dos objetos no diagrama de diagnóstico

Como dissemos anteriormente, na seção 3.2, as linhas do [OIII] são boas para indicação de temperatura eletrônica, no limite de baixa densidade eletrônica ($N_e \sim 10^4 \text{cm}^{-3}$) e boas para indicação de densidade eletrônica e temperatura eletrônica no regime de alta densidade eletrônica, típica de estrelas simbióticas. Desta forma, a densidade eletrônica e a temperatura eletrônica desempenham papel importante na localização dos objetos no diagrama de diagnóstico. Além disso, devemos levar em conta que a componente fria do sistema também desempenha papel importante na localização das simbióticas no diagrama.

Sendo assim, dedicaremos esta seção na abordagem destes dois pontos: o papel da densidade eletrônica e temperatura eletrônica e o papel da componente fria do sistema na posição dos objetos no diagrama diagnóstico.

3.4.1 Densidade eletrônica e temperatura eletrônica

Vejam como a temperatura eletrônica e a densidade eletrônica agem na localização dos objetos no diagrama de diagnóstico. Para isso, seja $R_{[\text{OIII}]}$ a razão teórica entre as linhas proibidas do OIII. Sabemos que (Osterbrock and Ferland, 2006)

$$R_{[\text{OIII}]} = \frac{I_{5007} + I_{4959}}{I_{4363}} = \frac{7.9 \exp(3.3 \times 10^4/T_e)}{1 + 4.5 \times 10^{-4} N_e/T_e^{1/2}} = f(T_e, N_e), \quad (3.1)$$

no limite de alta densidade eletrônica. Já no limite de baixa densidade eletrônica ($N_e \sim 10^4 \text{cm}^{-3}$), podemos escrever

$$R_{[OIII]} = \frac{I_{5007} + I_{4959}}{I_{4363}} = 7.9 \exp\left(\frac{3.3 \times 10^4}{T_e}\right) = f(T_e). \quad (3.2)$$

Por outro lado, cada objeto no diagrama define uma inclinação⁶ característica, R_g , dada por

$$R_g = \frac{I_{5007}/I_{H\beta}}{I_{4363}/I_{H\gamma}} = \frac{I_{H\gamma}}{I_{H\beta}} \frac{I_{5007}}{I_{4363}}. \quad (3.3)$$

Para uma densidade eletrônica $N_e \sim 10^7 \text{ cm}^{-3}$ e uma temperatura eletrônica $T_e \sim 1.5 \times 10^4 \text{ K}$, temos, da teoria, que (Hummer and Storey, 1987)

$$\frac{I_{H\gamma}}{I_{H\beta}} = 0.479, \quad (3.4)$$

para a descontinuidade de Balmer, considerando o caso B de recombinação na nebulosa; isto é, que a nebulosa é espessa para as linhas da série de Lyman do hidrogênio (veja ?). Dessa forma, a Equação 3.3 pode ser escrita como:

$$R_g = 0.479 \frac{I_{5007}}{I_{4363}}. \quad (3.5)$$

Considerando ainda o OIII como um sistema de três níveis, podemos escrever para as linhas 5007Å e 4959Å:

$$I_{5007} = N_2 h \nu_{5007} A_{3P_2-1D_2} \quad (3.6)$$

$$I_{4959} = N_2 h \nu_{4959} A_{3P_1-1D_2} \quad (3.7)$$

onde, N_2 é a densidade eletrônica no nível 2, h é a constante de Planck e $A_{3P_2-1D_2}$

⁶A reta que parte desde a origem do diagrama diagnóstico até um objeto particular define uma inclinação, ou seja, um coeficiente angular.

e $A_{3P_1-1D_2}$ são as probabilidades de transição entre os níveis considerados. Como essas duas linhas são produzidas no mesmo nível superior (veja a Figura 3.5), obtemos a seguinte relação entre elas:

$$\frac{I_{5007}}{I_{4959}} = \frac{\nu_{5007} A_{3P_2-1D_2}}{\nu_{4959} A_{3P_1-1D_2}} = 2.96,$$

de maneira que

$$I_{4959} = 0.338I_{5007}. \quad (3.8)$$

Finalmente, substituindo a Equação 3.8 na Equação 3.1 e, então, utilizando a Equação 3.5, escrevemos:

$$R_g = 0.36f(T_e, N_e), \quad (3.9)$$

no regime de alta densidade eletrônica. No limite de baixa densidade eletrônica (nebulosas planetárias),

$$R_g = 0.36f(T_e). \quad (3.10)$$

As Equações 3.9 e 3.10 mostram como a inclinação de um determinado objeto no diagrama de diagnóstico se comporta em função da temperatura eletrônica e da densidade eletrônica.

No limite de baixa densidade eletrônica, $N_e \sim 10^4 \text{cm}^{-3}$, notamos que a medida que a inclinação R_g de um determinado objeto aumenta no diagrama diagnóstico, sua temperatura eletrônica diminui e, a medida que sua inclinação diminui, sua temperatura eletrônica aumenta. Sendo assim, quando observamos

a posição de uma Nebulosa Planetária no diagrama diagnóstico, temos também informação da sua temperatura eletrônica.

Já no regime de alta densidade eletrônica, a análise é mais delicada, pois duas variáveis estão em questão. Como já dito anteriormente, a razão I_{5007}/I_{4363} é menor que 4 nas estrelas simbióticas e, para cada valor desta razão de linhas, podemos obter, então, $\log N_e$ nas Equações 3.5 e 3.9 como função da temperatura eletrônica, onde se observa que $\log N_e$ varia pouco para temperatura eletrônica maior que 12000 K.

Para objetos mais densos com temperatura maior que 12000 K, a densidade eletrônica desempenha papel mais importante que a temperatura eletrônica na razão I_{5007}/I_{4363} e, portanto, nesse limite, a inclinação R_g de um objeto no diagrama diagnóstico é principalmente regida pela densidade eletrônica. A inclinação de objetos mais densos no diagrama diagnóstico nos traz informações acerca de sua densidade; menores inclinações implicam em maiores densidades eletrônicas.

Com essa análise, [Gutiérrez-Moreno et al. \(1995\)](#) dividiu o diagrama diagnóstico nas regiões **A**, **B** e **C** (veja a Figura 3.4). Por outro lado, observando o comportamento de R_g com a temperatura eletrônica, para vários valores de densidade, [Baella \(2007\)](#) apontou que a inclinação dos objetos convergia para $R_g = 3$, para temperaturas eletrônicas muito altas. Para densidades eletrônicas da ordem de 10^4cm^{-3} , R_g assumia valores maiores do que 3, mostrando que as nebulosas planetárias possuem altas inclinações. Já para densidades eletrônicas maiores, R_g poderia assumir valores maiores ou menores que 3, mas a temperatura eletrônica ditaria se o objeto teria inclinação maior ou menor que 3. Para temperatura eletrônica típica de estrelas simbióticas, esses objetos teriam inclinações menores

que 3. Por isso o limite simbiótico $\frac{I_{5007}}{I_{H\beta}} \simeq 3 \times \frac{I_{4363}}{I_{H\gamma}}$.

Na região **A**, a posição dos objetos é regida pela temperatura eletrônica, enquanto que, na região **C**, a posição dos objetos passa a ser regida pela densidade eletrônica. Já na região **B**, não há, entretanto, uma relação bem definida para a localização do objeto nesta região.

3.4.2 A componente fria

É importante destacar também que o diagrama de diagnóstico é um diagrama observacional, e por isso a condição do sistema simbiótico também é importante na determinação da posição do objeto dentro do diagrama. Como já foi dito, nos espectros de estrelas simbióticas, linhas em emissão e bandas de absorção aparecem combinadas.

Sendo assim, dependendo do tipo espectral da componente fria do sistema, a contribuição do contínuo estelar da estrela fria se torna mais evidente, de maneira que a determinação do fluxo da linha fica comprometido pelo fluxo do contínuo, que se torna cada vez mais relevante para estrelas menos tardias. Essa incerteza no fluxo da linha, devido ao fluxo do contínuo, produz uma incerteza maior na razão $I_{5007}/I_{H\beta}$ do diagrama de diagnóstico. Essa incerteza faz com que a estrela se desloque no eixo $I_{5007}/I_{H\beta}$ do diagrama diagnóstico, comprometendo a determinação de sua inclinação.

3.5 Nossos objetos no diagrama de diagnóstico

De acordo com o que foi exposto durante este capítulo, pudemos compreender melhor o funcionamento, a construção do diagrama diagnóstico e qual o significado da posição dos objetos neste diagrama. Vimos também que um limite simbiótico não é muito claro e, sim, é tentativo. Para finalizar este estudo, podemos discutir melhor a localização ocupada pelos objetos que compõem a amostra deste trabalho.

Na região ocupada pelas estrelas simbióticas, a densidade eletrônica é quem desempenha papel importante na distribuição dos objetos. Na Tabela 3.2, mostramos a temperatura eletrônica e a densidade eletrônica de cada objeto da nossa amostra. Note que a temperatura eletrônica é da ordem de 1.5×10^4 K; já a densidade eletrônica varia entre $6.6 \leq \log N_e (cm^{-3}) \leq 7.9$. Observando a Figura 3.9, notamos que, de fato, NSV 11776 possui a maior inclinação entre os objetos da nossa amostra, enquanto que V919 Sgr possui a menor inclinação, indicando a alta densidade eletrônica desse objeto. O mesmo se verifica para KX Tra e Y Cra.

Tabela 3.2: Parâmetros físicos para os cinco objetos deste trabalho.

Objeto	T_e (10^4 K)	$\log N_e$ (cm^{-3})
V919 Sgr	1.0	7.9
KX Tra	1.5	7.0
Y Cra	1.6	6.7
NSV 11776	1.5	6.6

Observamos também que, nessas condições, à medida que a inclinação do objeto diminui, mais ele se aproxima da origem do diagrama diagnóstico, for-

mando uma região mais densa perto da origem. Essa região motivou a questão levantada por Baella (2010), em que possivelmente as estrelas simbióticas tipo S subdividiam-se em S_1 e S_2 . Todavia, não encontramos na literatura indícios dessa subdivisão, nem por grau de excitação das estrelas simbióticas tipo S. O que notamos é que, à medida que a densidade eletrônica do objeto aumenta, há uma tendência do objeto a se mover para mais próximo da origem do diagrama diagnóstico.

Capítulo 4

Estudo da simbiótica NSV 11776

Ao observarmos o catálogo de [Belczyński et al. \(2000\)](#), podemos notar que dentre os cinco objetos estudados aqui, neste trabalho, a simbiótica NSV 11776 não contém muita informação. De fato, é um objeto muito pouco estudado na literatura, que aparece apenas nos catálogos de surveys. Por esse motivo, dedicaremos este capítulo ao estudo da estrela simbiótica NSV 11776, reunindo informações e dados que estão espalhados pela literatura.

No ano de 1988, J. E. Steiner e colaboradores classificaram a simbiótica NSV 11776 como nebulosa Planetária (cf. [Cieslinski et al., 1994](#)). Já em 1994, [Cieslinski et al. \(1994\)](#) observaram o espectro de seis estrelas; entre elas estava a NSV 11776 que apresentava em seu espectro características tais como um contínuo estelar do tipo tardio e a banda em 6830Å em emissão. Além dessas características, o espectro desse objeto ainda exibia as linhas da série de Balmer do hidrogênio, linhas do HeI, a linha 8446Å do OI, o tripleto do Ca II, linhas do HeII, do [OI], [OII], [OIII], [FeVII] e [NeIII] em emissão. Somado à essas observações, a presença de uma componente fria era assinada pelas bandas em absorção do TiO

em 8432Å e VO em 7900Å. Apartir dessas características, [Cieslinski et al. \(1994\)](#) identificaram a natureza simbiótica deste objeto. A componente fria do sistema seria provavelmente uma estrela do tipo M4-M5 (ou mais tardia). Quanto a variação do brilho, não foi detectado em NSV 11776 variação maior que 0.005 mag.

4.1 Extinção

Como descrito no Capítulo 2, utilizamos as linhas de recombinação da série de Balmer do hidrogênio (HI) e as linhas de recombinação do HeII para a determinação do excesso de cor E_{B-V} . Conforme mostrado na seção 2.5, obtivemos $E_{B-V} = 0.81$, utilizando as linhas do hidrogênio e $E_{B-V} = 0.94$ pelas linhas 3204Å e 4686Å do hélio. Para o estudo da NSV 11776, adotamos o valor médio: $E_{B-V} = 0.87$. Por este valor, os fluxos foram corrigidos da extinção interestelar, utilizando a Equação 2.5 do Capítulo 2.

4.2 Densidade eletrônica e temperatura eletrônica

Determinamos para a simbiótica NSV 11776 sua densidade eletrônica (N_e) bem como sua temperatura eletrônica (T_e). Para isso, utilizamos as linhas 4363Å, 4959Å e 5007Å do [OIII] e a linha 3869Å do [NeIII].

Na condição de alta densidade eletrônica, a razão $R_{[OIII]} = \frac{I_{5007} + I_{4959}}{I_{4363}}$, expressa pela Equação 3.1, pode ser reescrita como:

$$R_{[OIII]} = \frac{7.9}{1 + 0.045x} \exp\left(\frac{3.3}{t}\right), \quad (4.1)$$

tendo sido feita a seguinte mudança de variável: $x = t^{-1/2}N_e/10^4\text{cm}^{-3}$ e $t = T_e/10^4\text{K}$.

Por outro lado, a razão $R_{[NeIII]} = \frac{I_{5007} + I_{4959}}{I_{3869}}$, utilizando a linha 3869\AA do [NeIII], também depende da densidade eletrônica e da temperatura eletrônica, podendo ser escrita como (Ferland and Shields, 1978):

$$R_{[NeIII]} = 1.83 \frac{N_{OIII}}{N_{NeIII}} \exp\left(\frac{0.423}{t}\right) \frac{a(x)}{b(x)}, \quad (4.2)$$

onde

$$a(x) = (1 + 5.37 \times 10^{-4}x)(1 + 1.11 \times 10^{-3}x + 6.95 \times 10^{-8}x^2)$$

$$b(x) = (1 + 6.68 \times 10^{-5}x)(1 + 1.79 \times 10^{-2}x + 9.37 \times 10^{-6}x^2).$$

A partir das observações, medimos o fluxo em cada linha e corrigimos da extinção interestelar. Com os fluxos corrigidos, obtemos $R_{[OIII]}$ e $R_{[NeIII]}$ e, então, utilizando as Equações 4.1 e 4.2, plotamos os gráficos T_e X $\log N_e$. O ponto de interseção das duas curvas é assumido como sendo a temperatura eletrônica e a densidade eletrônica do objeto em estudo. Assumimos ainda a abundância solar na Equação 4.2, de maneira que $N_{OIII}/N_{NeIII} = 5.62$.

Para a estrela simbiótica NSV 11776, obtivemos a partir das observações, $R_{[OIII]} = 4.36$ e $R_{[NeIII]} = 2.75$, de maneira que as Equações em 4.1 e 4.2 são funções implícitas de t e x . O gráfico apresentado na Figura 4.1 mostra o comportamento da densidade eletrônica e da temperatura eletrônica para NSV 11776. A partir do gráfico da Figura 4.1, estimamos, para NSV 11776, uma temperatura eletrônica da ordem de $1.5 \times 10^4\text{K}$ e densidade eletrônica da ordem

de $4 \times 10^6 \text{cm}^{-3}$.

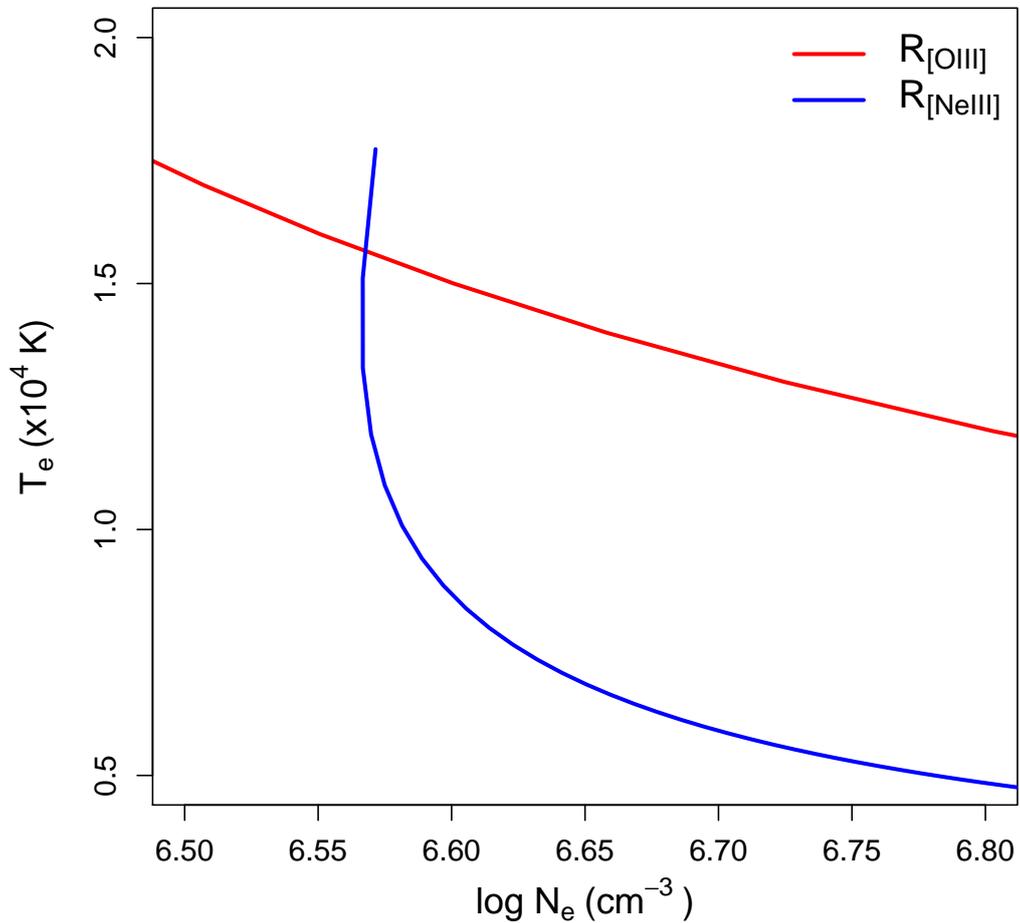


Figura 4.1: Diagnóstico de plasma para a simbiótica NSV 11776.

4.3 Estudo fotométrico

No ano de 2001, um estudo fotométrico para uma amostra de vinte estrelas simbióticas foi feito por [Henden and Munari \(2001\)](#), afim de se estudar atividades eruptivas nesses objetos; a simbiótica NSV 11776 estava dentro dessa amostra de

vinte objetos. [Henden and Munari \(2001\)](#) surpreenderam-se com o fato de que tal objeto, apresentando alta excitação, indicando a possível acreção sobre uma anã branca muito quente e luminosa, não tenha apresentado variação no seu brilho.

Em 2013, utilizando curvas de luz de setenta e nove estrelas simbióticas dos tipos S e D', [Gromadzki et al. \(2013\)](#) calcularam parâmetros orbitais para essa amostra de objetos. Para NSV 11776, que fazia parte desse conjunto, [Gromadzki et al. \(2013\)](#) determinaram um período orbital $P_{orb} = 1625 \pm 16$ dias e um período de pulsação $P_{pul} = 198 \pm 4$ dias. A Figura 4.2, abaixo, apresenta as curvas de luz para a simbiótica NSV 11776.

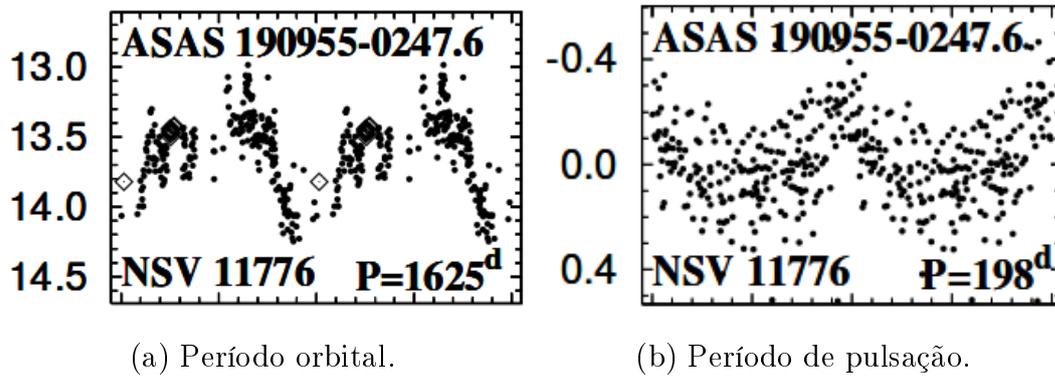


Figura 4.2: Curva de luz para a NSV 11776. Nos dois painés, o eixo vertical representa a magnitude na banda fotometrica V. Figura extraída de [Gromadzki et al. \(2013\)](#).

4.4 Conclusão

De acordo com o que foi exposto acima, podemos reunir algumas características da simbiótica NSV 11776. É um objeto composto por uma anã branca como componente quente e uma gigante vermelha do tipo espectral M7 ([Belczyński et al., 2000](#)) como componente fria. A nebulosa que envolve o sistema apresenta

uma temperatura eletrônica $T_e = 1.5 \times 10^4\text{K}$, densidade eletrônica da ordem de $N_e = 4 \times 10^6\text{cm}^{-3}$, determinadas neste trabalho. O período orbital desse objeto é de 1625 dias e o período de pulsação é de 198 dias ([Gromadzki et al., 2013](#)). É um objeto de alta excitação e não apresenta variação no seu brilho ([Henden and Munari, 2001](#)). Conforme determinado no Capítulo 2, apresenta uma eficiência $\mathfrak{R}(O1) = 0.47$ e $\mathfrak{R}(O3) = 0.05$ para o mecanismo de fluorescência de Bowen, respectivamente para os processos O1 e O3.

Capítulo 5

Estrelas simbióticas na região do vermelho

Dedicaremos este capítulo final ao estudo das estrelas simbióticas na região espectral do vermelho, entre 5500\AA e 10000\AA . Em particular, concentraremos nossa atenção na discussão do mecanismo de formação da linha 8446\AA do oxigênio neutro (OI). Essa linha está presente em vários objetos astrofísicos com linhas de emissão, entre estrelas Be's (cf. [Rudy et al., 1989](#)), nebulosas planetárias ([Rudy et al., 1989](#)), nebulosa de Órion ([Morgan, 1971](#); [Grandi, 1975a,b](#)), Galáxias Seyfert ([Grandi, 1980](#)) e estrelas simbióticas ([Strittmatter et al., 1977](#); [Rudy et al., 1990](#)).

Neste momento, nossa amostra será composta de oito objetos, entre estrelas simbióticas tipo S e tipo D. Do total da amostra, um dos objetos é uma estrela simbiótica do tipo S e os outros sete são estrelas simbióticas do tipo D. Entretanto, como mostraremos mais adiante, desses oito objetos, apenas três poderão ser estudados aqui.

O que chama a atenção no estudo dessa linha é a intensidade com que ela aparece nos espectros de alguns objetos. Em nebulosas gasosas, essa linha não é excitada pelos processos físicos de recombinação ou colisão com elétrons. Por exemplo, como acontece em Galáxias Seyfert e na nebulosa de Órion, a intensidade da linha 8446Å não pode ser explicada somente pela teoria de recombinação, havendo desacordo entre teoria e observação, de maneira que outro mecanismo de excitação deve atuar de forma mais significativa na formação dessa linha.

Neste capítulo, discutiremos o principal mecanismo responsável pela formação da linha 8446Å. Como já dito no Capítulo 1, uma linha de emissão pode ser excitada por *colisão*, *recombinação radiativa* ou *fluorescência*.

Dentre os três mecanismos acima citados, o mecanismo de fluorescência parece ser a explicação mais aceita para excitar a linha 8446Å do OI. Como essa linha se origina em um nível elevado do oxigênio neutro, a colisão com elétrons não poderia excitá-la em temperaturas nebulares típicas. Por outro lado, como veremos mais adiante, o mecanismo de recombinação radiativa também não se mostrou suficiente para excitar a linha do OI; valores teóricos e observados não concordam para explicar a intensidade da linha 8446Å.

Para o mecanismo de fluorescência, a *fluorescência do Lyβ*¹, da série de Lyman do hidrogênio, e a *fluorescência pelo contínuo* foram propostos como mecanismos de excitação da linha 8446Å. Por exemplo, para a nebulosa de Órion, mostrou-se que a fluorescência do contínuo atua como principal mecanismo de excitação dessa linha (Grandi, 1975b); já para as Galáxias Seyfert (Grandi, 1980), para a nebulosa planetária IC 4997 (Rudy et al., 1989) e para o sistema simbiótico V1016 Cygni (Rudy et al., 1990), a fluorescência do Lyβ se mostrou como principal mecanismo

¹Transições do tipo 3 → 1.

de excitação da linha.

'Como é que podemos discutir o mecanismo de formação de uma determinada linha?' Essa questão parece ser natural nesse contexto. Para investigarmos o mecanismo que excita uma linha, devemos notar a presença ou ausência de outras linhas no espectro. Essa presença ou ausência nos traz importantes informações acerca do mecanismo de excitação da referida linha estudada (Grandi, 1980).

Para a nebulosa de Órion, a presença das linhas 7002Å e 7254Å, e a intensidade da linha 13164Å (veja Figura 5.1) mostraram que a fluorescência do contínuo atua como principal mecanismo de excitação da linha 8446Å (Grandi, 1975a,b). Já para V1016 Cygni, a intensidade da linha 11287Å e a ausência da linha 13164Å (veja Figura 5.1) indicaram que a fluorescência dos fótons Ly β é que atua como principal mecanismo de excitação da linha 8446Å do OI (Rudy et al., 1990).

A seguir, discutiremos separadamente o mecanismo de recombinação radiativa, o mecanismo de fluorescência do contínuo e o mecanismo de fluorescência dos fótons Ly β . Por fim, aplicaremos esse estudo para a amostra de estrelas simbióticas deste capítulo.

5.1.1 Recombinação radiativa

A explicação mais comum para a formação de linhas permitidas em gases nebulares é o mecanismo de recombinação radiativa, a partir dos mais altos estágios de ionização. Os elétrons são capturados em níveis excitados do íon e, então, a medida que vão cascadeando para os níveis mais inferiores, os fótons devidos a cada transição são emitidos.

A recombinação radiativa, como principal mecanismo de excitação da linha 8446Å, entretanto, não explica a intensidade observada dessa linha. Utilizando puramente a teoria de recombinação, [Grandi \(1975b\)](#) determinou teoricamente uma razão $\frac{I_{8446}}{I_{H\beta}} = 1.7 \times 10^{-4}$ para a nebulosa de Órion, mas o que foi observado era uma razão $\frac{I_{8446}}{I_{H\beta}} = 0.015$. Essa discordância entre teoria e observação mostrou que, de fato, o mecanismo de recombinação não era suficiente para excitar a linha.

Além disso, a recombinação radiativa como principal mecanismo de excitação para a linha 8446Å do OI também deve originar a linha 7774Å, devida a transição $3s \ ^5S - 3p \ ^5P$, que é o quinteto análogo ao tripleto que forma a linha 8446Å (veja a [Figura 5.1](#)). Teoricamente, a linha 7774Å deveria ser ~ 1.7 mais forte que a linha 8446Å do tripleto, mas o que se observou, em geral, foi uma razão $\frac{I_{7774}}{I_{8446}} < 0.4$, em fontes no infravermelho, descartando o mecanismo de recombinação ([McGregor et al., 1984](#)).

Na nebulosa de Órion, a linha 7774Å do quinteto era uma ordem de magnitude mais fraca que a linha 8446Å ([Grandi, 1975b](#)). Em Galáxias Seyfert ([Grandi, 1980](#)) e na nebulosa planetária IC 4997 (cf. [Rudy et al., 1989](#)), a linha 7774Å não foi sequer observada. Para o sistema simbiótico V1016 Cygni, [Rudy et al. \(1990\)](#) investigaram o mecanismo de excitação da linha 8446Å e a ausência da linha 7774Å também mostrou que o mecanismo de recombinação não poderia ser responsável pela formação da linha do OI.

Por outro lado, utilizando as linhas proibidas do OII, 7319Å e 7330Å, [Andrillat and Houziaux \(1968\)](#) derivaram teoricamente um limite superior para a intensidade da linha 8446Å, no caso em que ela fosse devida unicamente pelo mecanismo de recombinação radiativa. Conforme se pode ver na [Figura 5.2](#), o

OII na configuração eletrônica $2p^3$ pode ser tratado como um sistema de três níveis: 1S , 2D e 2P , respectivamente para os níveis 1, 2 e 3.

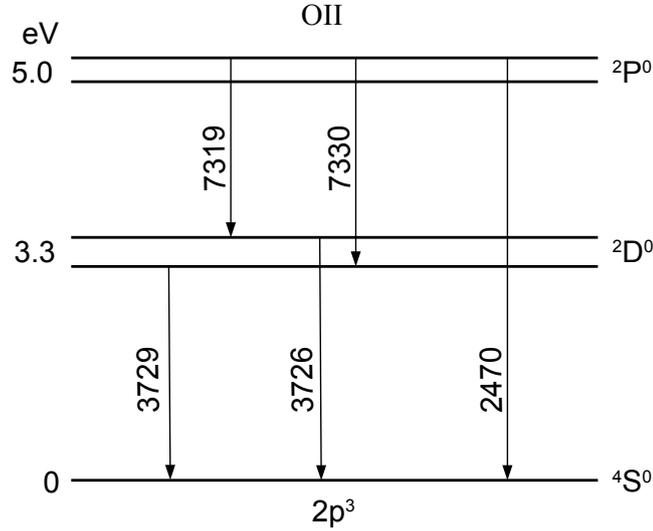


Figura 5.2: Transições proibidas do OII na configuração eletrônica $2p^3$. Todos os comprimentos de onda estão em angstrom. Figura extraída e adaptada de [Gurzadyan \(2013\)](#).

Nessas condições, podemos escrever:

$$R_{TEO} = \frac{I_{8446}^{rec}}{I_{7319} + I_{7330}} < \frac{N_e \nu_{8446} \alpha_{eff}}{\frac{w_3 b_3}{w_1 b_1} \nu_{7330} A_{32} \exp\left(\frac{-E_{13}}{k_B T_e}\right)}, \quad (5.1)$$

onde N_e é a densidade eletrônica; α_{eff} é o coeficiente de recombinação efetivo; w_i e b_i são, respectivamente, o peso estatístico e o coeficiente de desvio do equilíbrio termodinâmico do nível i ; A_{32} é o coeficiente de Einstein de emissão espontânea entre os níveis 2 e 3; E_{13} é a energia de separação entre os níveis 1 e 3 do OII; k_B é a constante de Boltzman e T_e é a temperatura eletrônica.

Assumindo uma temperatura eletrônica $T_e = 9 \times 10^3 \text{K}$ e uma densidade eletrônica $N_e = 4 \times 10^3 \text{cm}^{-3}$, [Andrillat and Houziaux \(1968\)](#) obtiveram $R_{TEO} <$

2×10^{-4} . O valor observado em nebulosas planetárias é da ordem de $R_{OBS} \sim 10^{-1}$. Dessa maneira, podemos notar que somente o mecanismo de recombinação radiativa atuando para formar a linha 8446Å do OI não pode explicar a intensidade da linha que é observada.

Do que expomos nos parágrafos acima, podemos concluir que o mecanismo de recombinação radiativa não é suficiente para explicar a intensidade da linha 8446Å do OI em nebulosas gasosas (Grandi, 1975b). Discutiremos a seguir os outros possíveis mecanismos.

5.1.2 Fluorescência do contínuo

Outro mecanismo proposto para a excitação da linha 8446Å do OI é a fluorescência pela radiação do contínuo estelar; a excitação da linha deve-se pela absorção da radiação estelar. O mecanismo de fluorescência do contínuo favorece a formação das linhas 7002Å e 7254Å, mais fracas que a linha 8446Å; uma razão da ordem de 0.3. A linha 13164Å também deve estar presente; na verdade, a linha 13164Å serve como indicador do mecanismo de fluorescência do contínuo estelar, tendo intensidade comparada com a linha 11287Å (Rodríguez-Ardila et al., 2002). A Figura 5.3, abaixo, apresenta em mais detalhes as linhas do OI na configuração de tripleto.

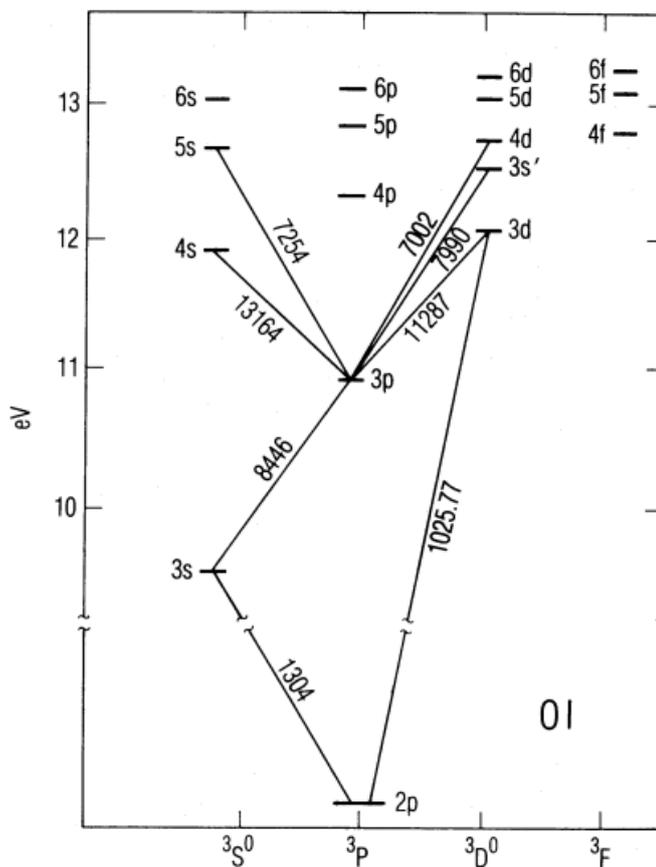


Figura 5.3: Diagrama parcial de energia do OI na configuração do tripleto. Figura extraída de Rudy et al. (1989)

Se o mecanismo de fluorescência do contínuo atua como principal mecanismo de excitação, então linhas oriundas dos níveis $3d\ ^3D$ e $3s\ ^3D$ deveriam ser praticamente inexistentes, quando comparadas com linhas devidas às cascatas de outros níveis. Por exemplo, a linha 7990Å, devida à transição $3p\ ^3P - 3s\ ^3D$, deve ser mais fraca que a linha correspondente em 7002Å, devida à transição $3p\ ^3P - 4d\ ^3D$. Da mesma forma, a linha 11287Å, devida à transição $3p\ ^3P - 3d\ ^3D$, deve ser mais fraca que a linha correspondente em 13164Å, devida à transição $3p\ ^3P - 4s\ ^3S$ (Grandi, 1975b). Na Figura 5.3, todas essas transições estão identificadas.

Conforme Grandi (1975b) discutiu, o cálculo da intensidade das linhas para esse mecanismo de excitação torna-se mais complicado, uma vez que a distribuição espectral de energia da estrela não é uniforme pelas linhas de absorção devidas à atmosfera estelar; junto com a absorção pelo gás nebuloso, certos níveis do OI não serão excitados.

A fluorescência do contínuo parece ser predominante em nebulosas planetárias, mas o mecanismo de excitação da linha 8446Å em nebulosas planetárias é um tema que ainda deve ser melhor investigado na literatura. Por outro lado, a presença das linhas 7002Å, 7254Å e 13164Å e a intensidade com que eram observadas mostraram que a fluorescência do contínuo era suficiente para explicar a excitação da linha 8446Å na nebulosa de Órion (Grandi, 1975b).

5.1.3 Fluorescência do Ly β

A explicação mais aceita para o mecanismo de formação da linha 8446Å é a excitação do OI por meio dos fótons Ly β , da série de Lyman do hidrogênio, em 1025.72Å. Estes fótons têm a energia necessária para que o OI seja excitado do nível $2p\ ^3P$ para o nível $3d\ ^3D^0$, cuja separação é de 1025.77Å. O alargamento da linha Ly β é devida ao efeito Doppler, correspondendo a uma temperatura de aproximadamente 10⁴K (Grandi, 1980). Note que esse mecanismo é análogo ao mecanismo discutido na seção 2.1 do Capítulo 2. A Figura 5.4 mostra esquematicamente a semelhança entre os níveis do OI e do HI, ilustrando esse mecanismo.

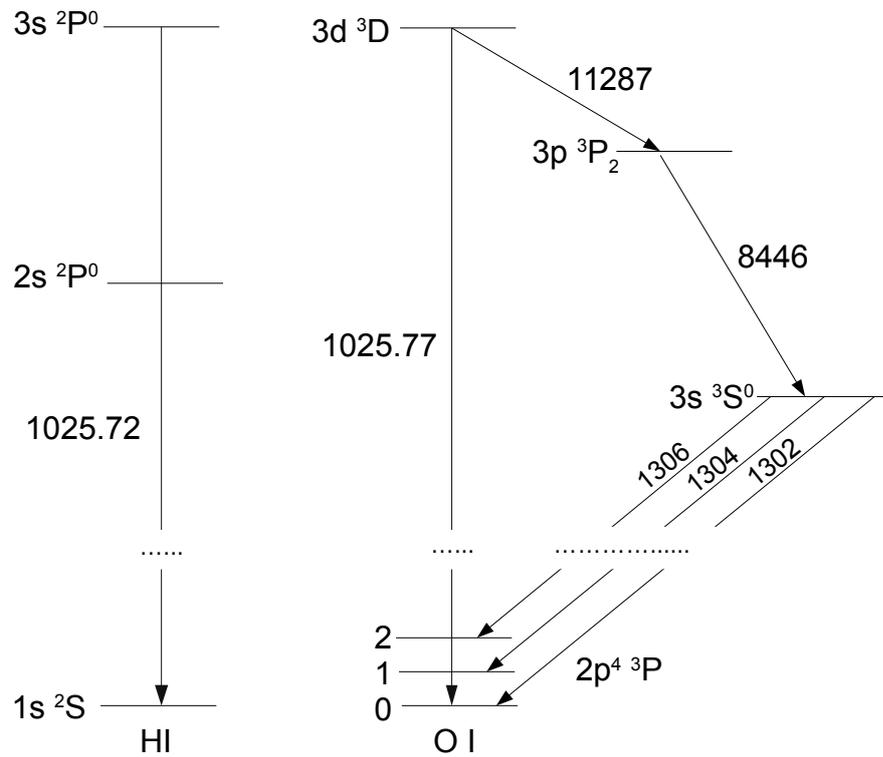


Figura 5.4: Coincidência entre os níveis de energia do O I e H I. Todos os comprimentos de onda estão em angstrom. Figura fora de escala, adaptada de [Osterbrock and Ferland \(2006\)](#).

Conforme vemos na Figura 5.4, a excitação do O I por meio dos fótons $\text{Ly}\beta$ deve ser seguida por uma transição direta para o estado fundamental, ou então, ocasionalmente, por efeito de cascata, deve ocorrer a produção de fótons em 11287\AA , 8446\AA e 1304\AA (veja também a Figura 5.1). A presença destas três linhas, em quantidades comparáveis, caracterizam a fluorescência do $\text{Ly}\beta$ como principal mecanismo de excitação para a linha 8446\AA do O I, conforme discutido por [Rudy et al. \(1989, 1990\)](#).

É importante notar que a excitação da linha 8446\AA via fluorescência dos fótons $\text{Ly}\beta$, traz importantes implicações na região de formação da linha. Para

que o mecanismo seja suficiente, (1) a região deve ter um intenso fluxo $\text{Ly}\beta$, além de (2) uma grande quantidade de oxigênio neutro (Rudy et al., 1990).

O problema da excitação do OI pelos fótons $\text{Ly}\beta$ é saber como esses fótons $\text{Ly}\beta$ conseguiriam chegar até a região do OI. Tanto o HI como o OI possuem energia de ionização semelhantes e, por isso, na região onde o hidrogênio está ionizado, o oxigênio lá presente certamente estará ionizado também. *Como, então, os fótons $\text{Ly}\beta$ encontrarão o OI se eles são produzidos em regiões onde o hidrogênio está ionizado?* Além disso, no interior da nebulosa, o hidrogênio está em maior quantidade que o oxigênio, de forma que os fótons $\text{Ly}\beta$ produzidos são rapidamente convertidos em fótons $\text{H}\alpha$ e $\text{Ly}\alpha$, das outras séries e, após ~ 10 espalhamentos, os fótons $\text{H}\alpha$ escapam da nebulosa (cf. Grandi, 1980).

Por outro lado, se considerarmos nebulosas com altas densidades de fótons $\text{Ly}\alpha$ e grandes profundidades ópticas em $\text{H}\alpha$, então os fótons $\text{Ly}\alpha$ conseguirão penetrar em regiões praticamente neutras, favorecendo a transição $1 \rightarrow 2$ do hidrogênio neutro, resultando em uma população do HI no nível $n = 2$. Essa população do hidrogênio neutro no nível $n = 2$ irá produzir uma profundidade óptica para os fótons $\text{H}\alpha$, de maneira que esses fótons não poderão escapar facilmente da nebulosa; conseqüentemente, induzirão transições $2 \rightarrow 3$ do hidrogênio nessa região neutra. Com o hidrogênio no nível $n = 3$, a produção de fótons $\text{Ly}\beta$ na região neutra será favorecida.

Dessa forma, tendo sido produzido na região neutra, os fótons $\text{Ly}\beta$ poderão, por sua vez, encontrar o OI, excitando-o, finalmente, para o nível $3d \ ^3D$ (Rudy et al., 1989, 1990). A partir desse nível, conforme visto na Figura 5.4, a desexcitação poderá produzir a linha 8446Å por efeito de cascata.

A partir daí, podemos notar como o mecanismo de fluorescência do $\text{Ly}\beta$ de-

pende significativamente da população do HI no nível $n = 2$. Grandi (1980) mostrou que é possível relacionar a intensidade das linhas 8446Å e H α em termos da probabilidade de escape, $\epsilon_{H\alpha}$, do fóton H α . Assumindo uma abundância solar $\frac{N_O}{N_H} = 6 \times 10^{-4}$, Grandi (1980) mostrou que

$$\frac{I_{8446}}{I_{H\alpha}} = \frac{1.8 \times 10^{-5}}{\epsilon_{H\alpha}}, \quad (5.2)$$

onde $\epsilon_{H\alpha}$ depende do modelo de nebulosa. De acordo com Hummer (1964), assumindo que a criação de radiação não se deve a decaimentos, mas sim por processos térmicos que são independentes do tempo, a probabilidade de escape pode ser escrita em termos da profundidade óptica, τ , como:

$$\epsilon = \frac{1}{2\tau(\pi \ln \tau)^{1/2}}. \quad (5.3)$$

Por meio das Equações, 5.2 e 5.3, conhecendo a razão $I_{8446}/I_{H\alpha}$, podemos, então, obter a profundidade óptica na linha H α , examinando se a condição de nebulosa espessa para as linhas H α é válida ou não, para que o mecanismo de fluorescência do Ly β possa ser importante para a excitação da linha 8446Å.

De acordo com Rudy et al. (1990), a fluorescência dos fótons Ly β era suficiente para explicar a intensidade da linha 8446Å na simbiótica V1016 Cygni. Primeiramente, as linhas 11287Å e 8446Å apresentavam razão próxima da unidade; além disso, a ausência da linha 13164Å, que deveria estar presente se a fluorescência do contínuo fosse o principal mecanismo de excitação da linha 8446Å² apontaram a fluorescência do Ly β como principal mecanismo de excitação da linha do OI para V1016 Cygni.

²Isso porque o fóton Ly β do HeII não pode excitar o nível que produz a linha 13164Å.

O mecanismo de fluorescência do fóton $\text{Ly}\beta$ também está presente em Galáxias Seyfert ([Grandi, 1980](#)), atuando em uma zona neutra e densa, parcialmente quente, onde a densidade de fluxo $\text{Ly}\beta$ é mantido por um alto fluxo em $\text{Ly}\alpha$ e grande profundidade óptica em $\text{H}\alpha$.

Para a nebulosa planetária IC 4997, [Rudy et al. \(1989\)](#) mostrou que o mecanismo de fluorescência do $\text{Ly}\beta$ poderia explicar a intensidade da linha 8446Å observada nesse objeto. Na verdade, segundo [Rudy et al. \(1989\)](#), a fluorescência do $\text{Ly}\beta$ como mecanismo de excitação da linha 8446Å na nebulosa planetária IC 4997 foi surpreendente, uma vez que a maneira como esse mecanismo atua em Galáxia Seyfert não poderia ser aplicado em IC 4997, pois exige do ambiente maiores densidades e profundidades ópticas do que aqueles vistos em nebulosas planetárias. Para este objeto, em particular, foi proposto um modelo alternativo onde a fluorescência do fóton $\text{Ly}\beta$ ocorre na camada neutra do hidrogênio envolvendo IC4997 ([Rudy et al., 1989](#)), como dito nos parágrafos anteriores.

5.2 Objetos estudados

Nos capítulos anteriores, estudamos uma amostra de cinco estrelas simbióticas do tipo S: NSV 11776, Y Cra, V 919 Sgr, KX Tra e CD-43°14304. Com exceção do primeiro objeto, os espectros que tínhamos disponíveis estavam na região entre 3000Å e 5500Å tornando-se inviável um estudo na região espectral do vermelho para esses quatro objetos. Frente a este fato, outros objetos foram selecionados para que pudéssemos estudar a região do vermelho. São eles: NSV 11776, H 1-36, Hen 2-104 e Hen 2-106, Hen 2-38, H 2-38, RR Tel e SS 38, sendo NSV 11776 a única simbiótica tipo S da amostra.

Os espectros aqui estudados também foram obtidos com o espectrógrafo Cassegrain Boller & Chivens, entre os anos de 2001 e 2002, cobrindo uma faixa de comprimento de onda no intervalo 5500Å e 10000Å. A única exceção é a simbiótica NSV 11776, que foi observada no ano de 1998, cobrindo uma faixa espectral que vai de 3000Å e 10000Å, como já dito no Capítulo 2. Os espectros dos oito objetos encontram-se nas Figuras 5.5 e 5.6. Na Figura 5.7, apresentamos em mais detalhes a linha 8446Å dos quatro primeiros objetos citados.

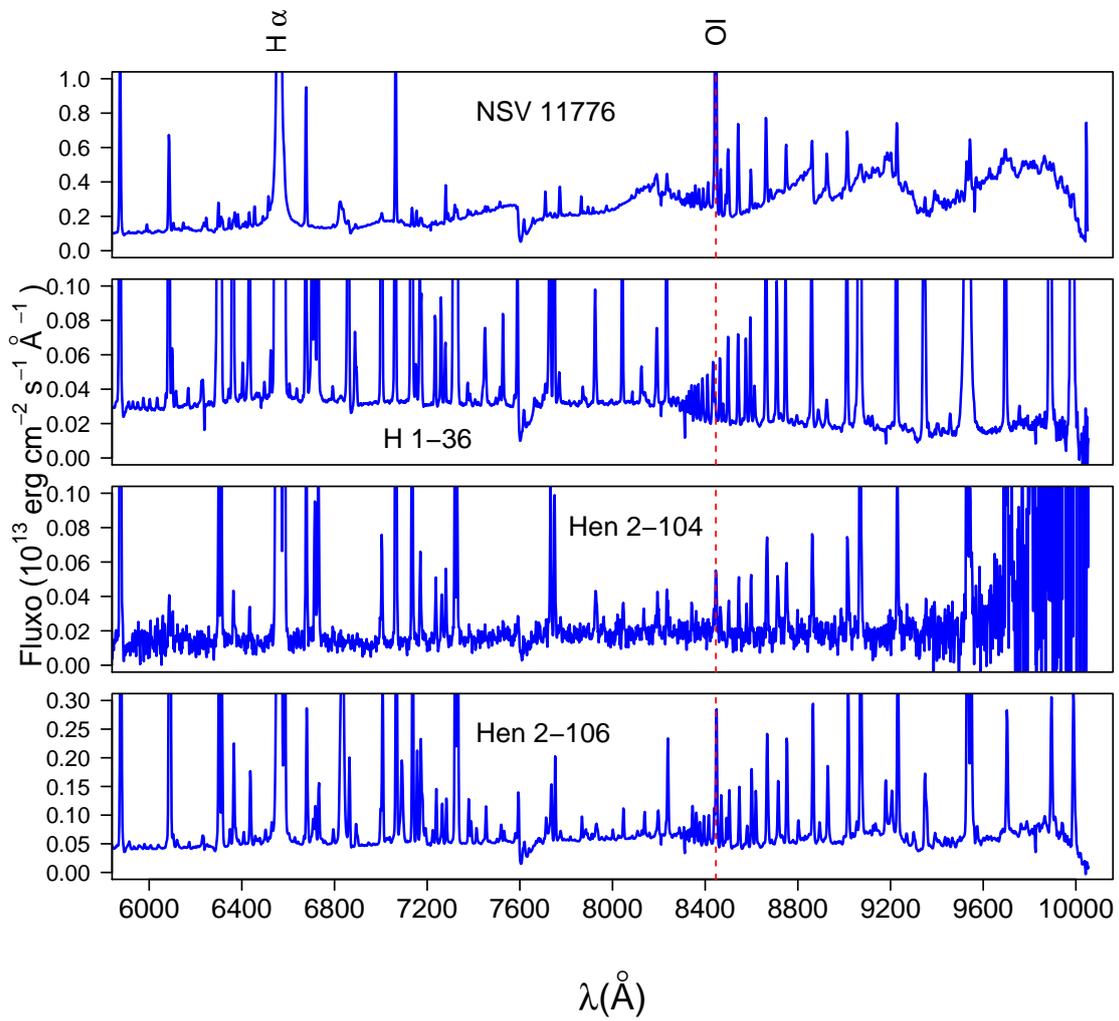


Figura 5.5: Região espectral no vermelho das simbióticas NSV 11776, H 1-36, Hen 2-104 e Hen 2-106.

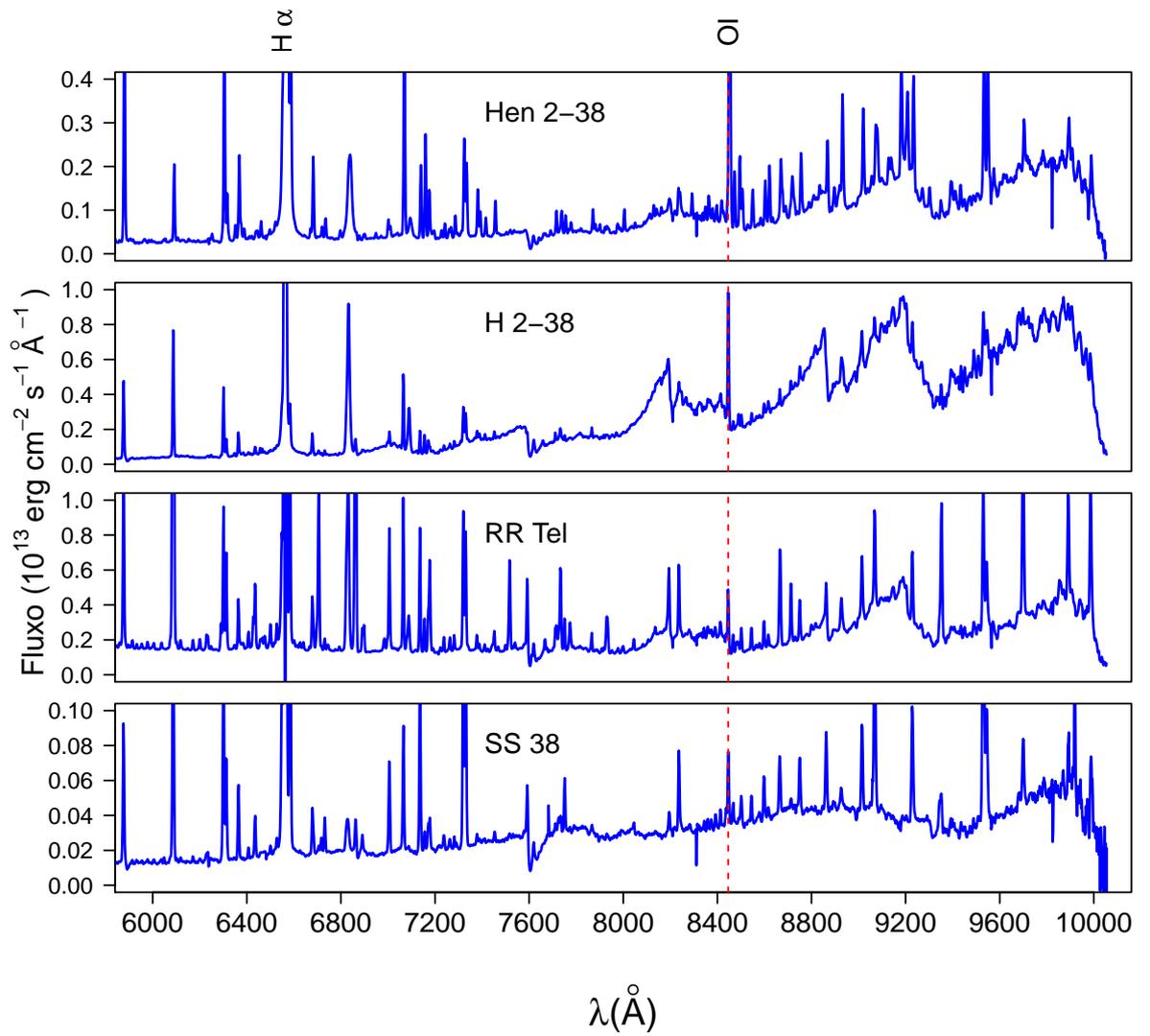


Figura 5.6: Região espectral no vermelho das simbióticas Hen 2-38, H 2-38, RR Tel e SS 38.

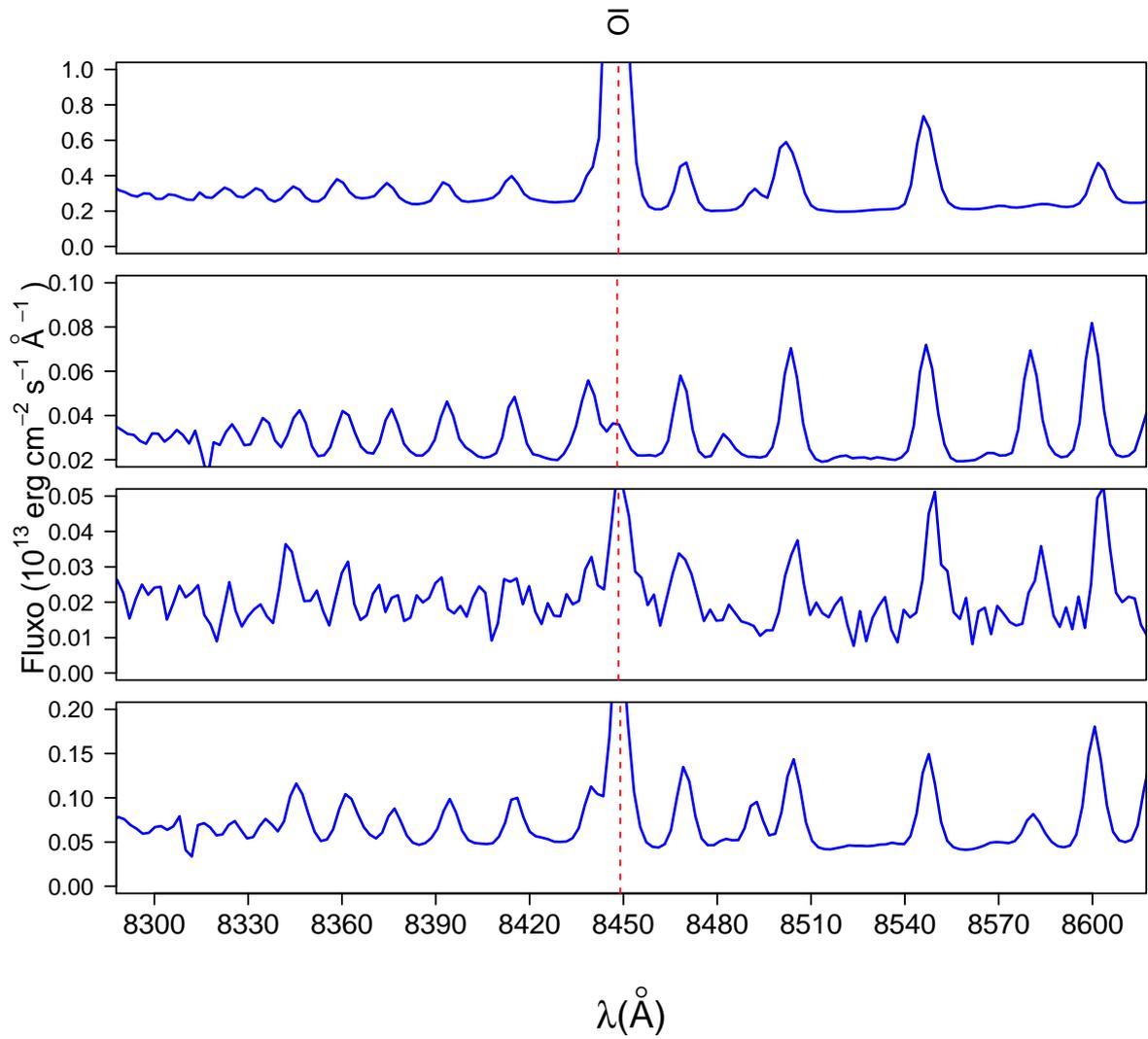


Figura 5.7: Linha 8446Å em destaque nos espectros das simbióticas NSV 11776, H 1-36, Hen 2-104 e Hen 2-106.

Antes de darmos continuidade, rumo ao objetivo deste capítulo, observando as figuras acima, podemos notar a diferença que existe entre a distribuição do contínuo das simbióticas H1-36, Hen 2-104 e Hen 2-106, e a distribuição do con-

tínuo das demais simbióticas da amostra. Com exceção desses três objetos, que apresentam um contínuo plano, note como o contínuo dos demais objetos estão fortemente afetado pela presença da componente fria do sistema.

Um contínuo afetado pela presença da componente fria compromete a determinação do fluxo de qualquer linha sobre este contínuo, em particular, a linha 8446Å do OI, aqui estudada. Sendo assim, para as simbióticas H1-36, Hen2-104 e Hen2-106, que possuem um contínuo plano, o fluxo na linha 8446Å não fica comprometido pela presença da componente fria do sistema e por esse motivo, apenas estes três objetos poderão ser estudados no presente capítulo. Na Tabela 1.1, do Capítulo 1, estão apresentadas as coordenadas para estes três objetos.

5.3 Discussão

Dedicaremos agora esta seção para discutir o principal mecanismo de excitação da linha 8446Å do OI nas estrelas simbióticas, baseado no que foi anteriormente exposto. Primeiramente, trataremos do mecanismo de recombinação; em seguida abordaremos o mecanismo de fluorescência do contínuo e, então, o mecanismo de fluorescência dos fótons $Ly\beta$. Ao final desta seção, discutiremos o mecanismo de formação da linha 8446Å, baseado na taxa de fotoexcitação do OI, conforme tratado por [Kastner and Bhatia \(1995\)](#).

Revisitando a literatura ([Pereira, 1995](#); [Pereira et al., 1998, 1999](#)), encontramos os parâmetros físicos necessários para o presente estudo; são eles: o excesso de cor E_{B-V} , a temperatura eletrônica T_e e a densidade eletrônica N_e para cada objeto. A Tabela 5.1 reúne esses parâmetros para os três objetos investigados.

Utilizando a Equação 5.1, podemos determinar a razão teórica, R_{TEO} , entre a

Tabela 5.1: Parâmetros físicos para as três simbióticas estudadas.

Objeto	$T_e(\times 10^4\text{K})$	$N_e(\times 10^6\text{cm}^{-3})$	E_{B-V}
H 1-36	1.12	0.78	0.71
Hen 2-104	0.95	6.30	0.56
Hen 2-106	1.35	2.00	0.71

linha 8446Å do OI e as linhas 7319Å e 7330Å do [OII]. A partir das observações, medimos os respectivos fluxos e corrigimos da extinção interestelar, utilizando a Equação 2.5 do Capítulo 2, obtendo assim, a razão R_{OBS} observada. Procedendo desta forma para os três objetos estudados, determinamos as razões R_{TEO} e R_{OBS} ; para o cálculo de R_{TEO} , assumimos o equilíbrio termodinâmico local³. Tendo obtido os valores para as razões de linhas, construímos a Tabela 5.2; nela, podemos comparar a razão teórica com a respectiva razão observada de cada objeto.

Tabela 5.2: Comparação entre os valores de R_{TEO} e R_{OBS} para os três objetos estudados.

Objeto	R_{TEO}	R_{OBS}
H 1-36	3.78×10^{-6}	0.0040
Hen 2-104	7.65×10^{-5}	0.23
Hen 2-106	3.95×10^{-6}	0.17

Comparando os valores de R_{TEO} e R_{OBS} , podemos inferir que o mecanismo de recombinação não é eficiente na formação da linha 8446Å do OI nessas três simbióticas, pois a razão teórica é muito menor que a razão observada. Dessa forma, o mecanismo de recombinação não reproduz as observações, podendo ser descartado para a formação da linha 8446Å.

³Mesmo assumindo desvio ao ETL, nos coeficientes b_i , na Equação 5.1, obtivemos a mesma ordem de grandeza para o valor de R_{TEO} .

Por outro lado, podemos examinar se o mecanismo de fluorescência do contínuo é suficiente ou não como mecanismo de excitação da linha 8446Å. Como dissemos anteriormente, na Subseção 5.1.2, a presença das linhas 7002Å, 7254Å e 13164Å deveria ser observada no espectro, caso esse mecanismo estivesse atuando. Todavia, a linha 13164Å está fora da região espectral observada para estes objetos e, por isso, nada podemos conjecturar sobre sua presença ou intensidade exibida. Entretanto, reexaminando cuidadosamente cada um dos espectros, notamos que tanto a linha 7002Å como a linha 7254Å não estão presentes nos espectros destes três objetos e, conforme visto na Subseção 5.1.2, essa ausência permite-nos eliminar o mecanismo de excitação pela fluorescência do contínuo.

Tendo eliminado o mecanismo de recombinação e o mecanismo de fluorescência do contínuo para a formação da linha 8446Å, apenas nos resta o mecanismo de fluorescência do Ly β como responsável pela formação da linha 8446Å nos três objetos aqui estudados. Nos estudos sobre o mecanismo de formação da linha 8446Å pelo mecanismo de fluorescência do Ly β (Rudy et al., 1989, 1990), os autores determinam a profundidade óptica na linha H α por meio das Equações 5.2 e 5.3 e, então, comparam a densidade de coluna de hidrogênio necessária para produzir a razão $I_{8446}/I_{H\alpha}$ observada. Todavia, para estrelas simbióticas, a densidade de coluna de hidrogênio não é um parâmetro simples de se obter, principalmente pela ausência de confiáveis valores de distância e/ou raio nebuloso. Alguns autores ainda utilizam observações no UV para a determinação da densidade de coluna do hidrogênio.

Sendo assim, utilizaremos as Equações 5.2 e 5.3 para determinar a profundidade óptica na linha H α , $\tau_{H\alpha}$, por meio da razão $I_{8446}/I_{H\alpha}$ e, então, compararemos com as respectivas profundidades ópticas derivadas pelas razões das linhas

de Balmer: $F_{H\alpha}/F_{H\beta}$ e $F_{H\gamma}/F_{H\beta}$, $\tau_{H\alpha}^{Balmer}$, conforme o procedimento desenvolvido por [Gutierrez-Moreno and Moreno \(1996\)](#), que levou em conta tanto a extinção interestelar como também o efeito de autoabsorção em estrelas simbióticas por meio da solução de mínimos quadrados⁴. Para isso, precisamos dos fluxos observados $F_{H\alpha}/F_{H\beta}$ e $F_{H\gamma}/F_{H\beta}$; esses valores foram retirados do trabalho de [Pereira et al. \(1999\)](#).

A Tabela 5.3, apresenta os valores da razão $I_{8446}/I_{H\alpha}$ observada, corrigida da extinção interestelar, bem como os valores $\tau_{H\alpha}$ e $\tau_{H\alpha}^{Balmer}$ obtidos, juntamente com seus respectivos erros. A principal fonte de erro para a determinação das profundidades ópticas está na medida do fluxo das linhas utilizadas.

Tabela 5.3: Razão de linhas observada, R_{OBS} , e as profundidades ópticas $\tau_{H\alpha}$ e $\tau_{H\alpha}^{Balmer}$ para os três objetos estudados.

Objeto	$\frac{I_{8446}}{I_{H\alpha}}$	$\tau_{H\alpha}$	$\tau_{H\alpha}^{Balmer}$
H 1-36	5.20×10^{-4}	7.2 ± 1.3	9.2 ± 0.0
Hen 2-104	4.87×10^{-3}	39.7 ± 7.8	14.4 ± 1.0
Hen 2-106	4.08×10^{-3}	34.1 ± 6.7	22.1 ± 2.2

Conforme vemos na Tabela 5.3, os valores de $\tau_{H\alpha}$ e $\tau_{H\alpha}^{Balmer}$ apresentam a mesma ordem de grandeza, quando determinados pela razão $I_{8446}/I_{H\alpha}$ e pelas linhas da série de Balmer do hidrogênio. Essa concordância nos encorajou a buscar por outras formas de se estudar o possível mecanismo de excitação da linha 8446Å do OI nesses três objetos.

Uma outra abordagem para a discussão do mecanismo de formação da linha

⁴Vale ressaltar aqui que o efeito de autoabsorção não foi levado em conta no capítulo 2 para a derivação do valor de E_{B-V} porque precisaríamos do fluxo na linha $H\alpha$, o qual não tínhamos disponível.

8446Å pode ser feita seguindo o trabalho de [Kastner and Bhatia \(1995\)](#) que, utilizando a linha proibida do OI em 6300Å, determinaram a razão teórica I_{8446}/I_{6300} , no caso em que a fluorescência do $\text{Ly}\beta$ fosse o mecanismo responsável para a excitação da linha 8446Å, referindo-se a esse mecanismo pela sigla PAR⁵. Para isso, [Kastner and Bhatia \(1995\)](#) utilizaram o parâmetro R_p , que é a taxa de fotoexcitação do OI; isto é, o número de fotoexcitação do OI por segundo (medida em s^{-1}). A taxa de fotoexcitação do OI está relacionada com a intensidade média da radiação em $\text{Ly}\beta$, $J_{H\beta}$. Dessa forma, sendo dadas a temperatura eletrônica, T_e , a densidade eletrônica, N_e , e a taxa de fotoexcitação, R_p , então a razão I_{8446}/I_{6300} pode ser determinada (Tabela 3 do trabalho de [Kastner and Bhatia \(1995\)](#)).

Para uma faixa de valores de $\log R_p$, variando desde $-\infty$ até -2 , [Kastner and Bhatia \(1995\)](#) determinaram a razão teórica I_{8446}/I_{6300} para um regime de quatro valores de temperaturas eletrônicas $T_e = 5000\text{K}$, 10000K , 20000K e 50000K , e densidades eletrônicas (em cm^{-3}) entre $4 \leq \log N_e \leq 12$. Na ausência de fotoexcitação do OI, então $\log R_p = -\infty$, ou seja, $R_p = 0$ e o mecanismo de excitação de linhas naquele ambiente seria essencialmente colisional; a taxa de fotoexcitação do OI é máxima para $\log R_p = -2$; isto é $R_p = 0.01s^{-1}$. Essa abordagem foi feita no limite de uma nebulosa opticamente fina, porém fornece um limite superior para a intensidade da linha produzida por fluorescência do $\text{Ly}\beta$.

[Kastner and Bhatia \(1995\)](#) construíram um diagrama baseado na razão entre a linha 8446Å possivelmente formada pelo processo de fluorescência, e a linha proibida do oxigênio neutro, [OI], em 6300Å ($2p^4 \ ^3P - 2p^4 \ ^1D$) e a densidade eletrônica N_e . Afim de analisar o comportamento da razão de linhas em função

⁵Do inglês *Photoexcitation by Accidental Resonance*.

da densidade eletrônica, para diferentes valores de R_p e T_e , [Kastner and Bhatia \(1995\)](#) colocaram o logaritmo da razão de linhas, $\log(I_{8446}/I_{6300})$, no eixo vertical e o logaritmo da densidade eletrônica, $\log N_e$, no eixo horizontal desse diagrama.

Para uma temperatura eletrônica fixa, T_e , e um valor de R_p , é possível localizar pontos nesse diagrama. Dessa forma, para um dado valor de N_e , temos o valor esperado para a razão I_{8446}/I_{6300} .

Nossa proposta foi construir esse diagrama para dois regimes de temperaturas eletrônicas: $T_e = 10000\text{K}$ e 20000K , compreendendo todo o intervalo de valores para R_p . Determinando a razão observada, I_{8446}/I_{6300} , e a densidade eletrônica dos três objetos estudados aqui, cada um pôde ser, então, localizado no diagrama. Nas Figuras [5.8](#) e [5.9](#), apresentamos os dois diagramas, cada um para uma temperatura eletrônica identificada, bem como a localização dos três objetos: H 1-36, Hen 2-104 e Hen 2-106. Sobre esses diagramas, teceremos alguns comentários.

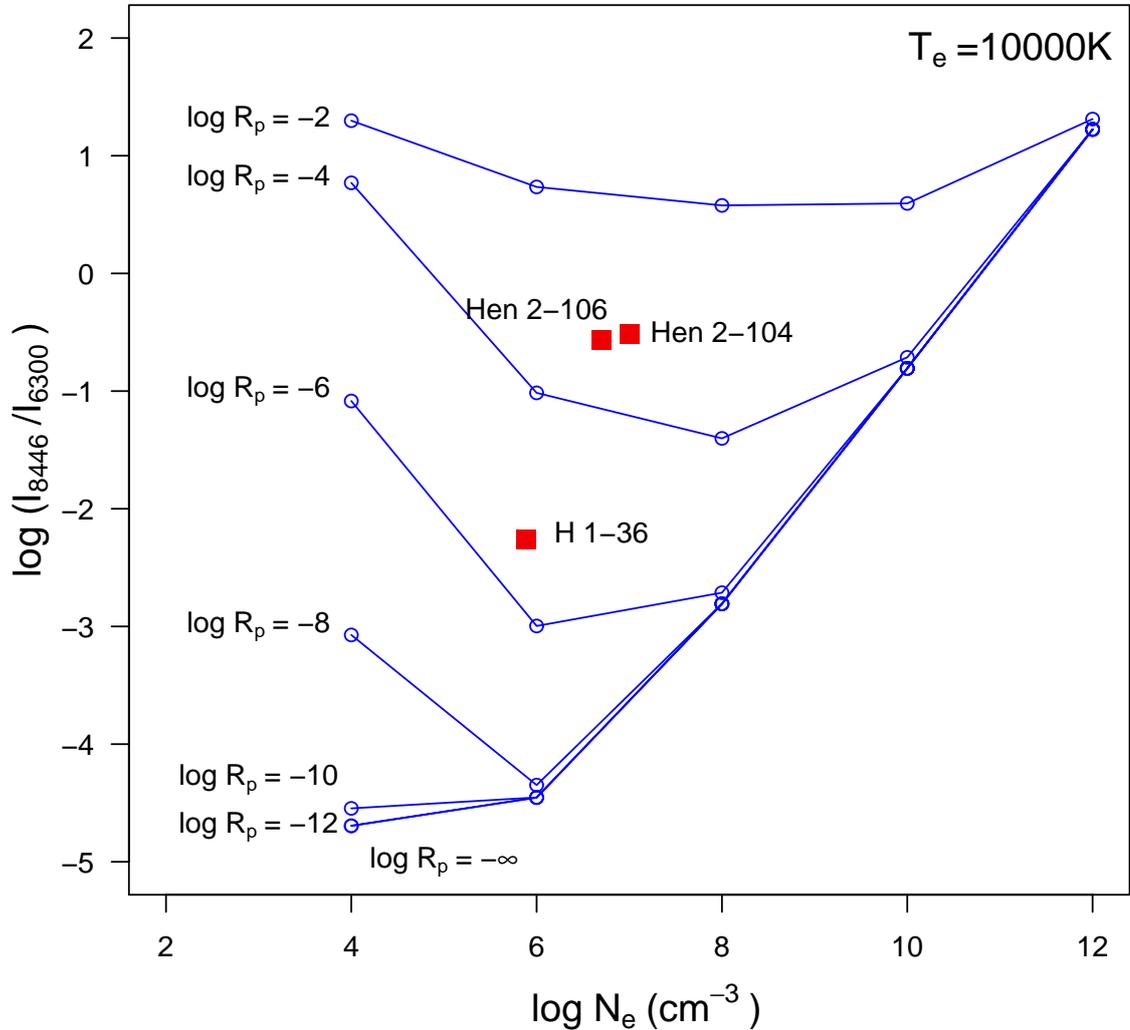


Figura 5.8: Comportamento do logaritmo da razão teórica I_{8446}/I_{6300} versus o logaritmo da densidade eletrônica para uma temperatura eletrônica $T_e = 10000\text{K}$. Os pontos em azul foram retirados do trabalho de [Kastner and Bhatia \(1995\)](#). Os segmentos de reta que ligam os pontos, apenas apresentam a tendência do comportamento da razão de linhas. Em vermelho, localizamos cada um dos três objetos da amostra.

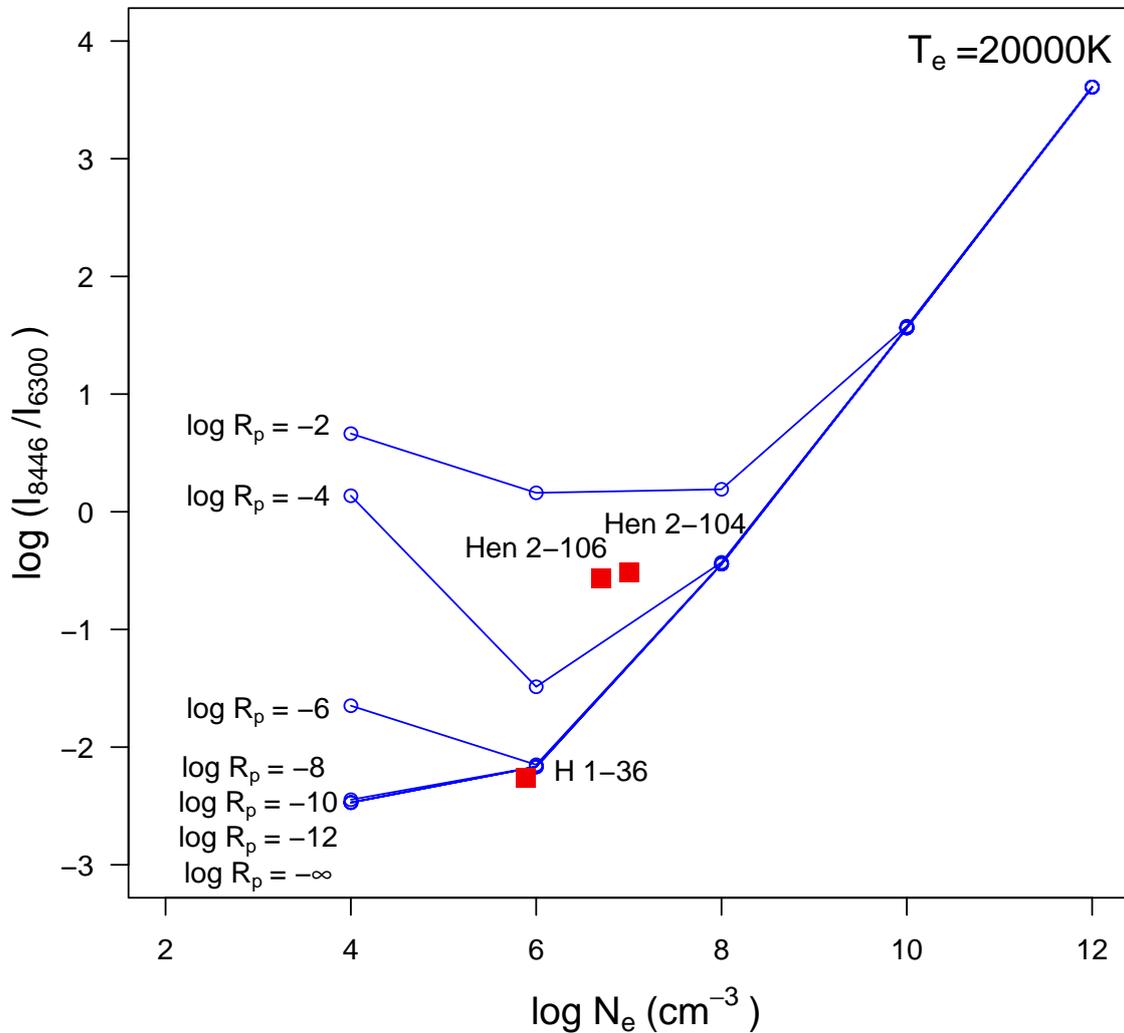


Figura 5.9: Comportamento do logaritmo da razão teórica I_{8446}/I_{6300} versus o logaritmo da densidade eletrônica para uma temperatura eletrônica $T_e = 20000\text{K}$. Como antes, os pontos em azul foram retirados do trabalho de [Kastner and Bhatia \(1995\)](#) e os segmentos de reta que ligam os pontos, apenas apresentam a tendência do comportamento da razão de linhas. Em vermelho, localizamos cada um dos três objetos da amostra.

Em cada diagrama, os segmentos azuis apresentam a tendência da razão de linhas para diferentes valores de $\log R_p$, sendo a poligonal superior para o máximo valor de R_p e a poligonal inferior para o mínimo valor de R_p ; isto é $R_p = 0$. No limite de altas densidades eletrônicas, podemos notar que a razão de linhas satura, tendendo para um mesmo comportamento, independente da taxa de fotoexcitação do OI; essa observação é ainda mais evidente para $T_e = 20000\text{K}$ (veja as Figuras 5.8 e 5.9). Por outro lado, no limite de baixas densidades eletrônicas, podemos ver que a dependência entre a razão de linhas e a taxa de fotoexcitação do OI é mais forte. Note ainda que, no regime de $T_e = 10000\text{K}$, as poligonais para $\log R_p = -12$ e $-\infty$ são praticamente coincidentes; já no regime de $T_e = 20000\text{K}$, as poligonais para $\log R_p = -8, -10, -12$ e $-\infty$ são indistinguíveis. Cada ponto no diagrama é a razão teórica das linhas, determinada por [Kastner and Bhatia \(1995\)](#).

No limite em que a fotoexcitação do OI por $\text{Ly}\beta$ não ocorre, espera-se uma razão de linhas dada pelos pontos da poligonal inferior. Objetos localizados nessas curvas ou abaixo delas, indicaria que a fotoexcitação do OI não estaria ocorrendo. Das observações, determinamos a razão I_{8446}/I_{6300} , corrigida da extinção interestelar, para cada uma das três simbióticas estudadas. Conhecendo suas respectivas densidades eletrônicas (Tabela 5.1), os objetos puderam ser localizados nos diagramas; cada um está identificado nas Figuras 5.8 e 5.9.

Recorrendo à Tabela 5.1, vemos que para os três objetos analisados, suas temperaturas eletrônicas são da ordem de $10000\text{K} \sim 14000\text{K}$ e, portanto, podemos utilizar o diagrama para o regime de $T_e = 10000\text{K}$. Pela Figura 5.9, notamos que a fluorescência do OI por $\text{Ly}\beta$ atua nos três objetos, reforçando os parágrafos anteriores, de que a fluorescência do $\text{Ly}\beta$ está funcionando como mecanismo de

excitação da linha 8446Å do OI nas simbióticas. Não fosse esse o caso, a razão de linhas I_{8446}/I_{6300} observada deveria ser menor, de maneira que os objetos estariam abaixo da poligonal inferior.

5.4 Conclusão

Este último capítulo foi dedicado para uma discussão acerca do principal mecanismo de excitação da linha 8446Å do OI. A princípio, oito objetos seriam estudados aqui, mas, como vimos em seus espectros, com a influência da distribuição do contínuo pela presença da componente fria, apenas três objetos puderam ser analisados: H 1-36, Hen 2-104 e Hen 2-106, pois apresentavam um contínuo plano, livre da influência da componente fria.

O mecanismo de recombinação pôde ser descartado como responsável pela formação da linha 8446Å, visto o desacordo entre a razão de linhas observadas com a razão prevista teoricamente, conforme foi visto na Tabela 5.2. Por outro lado, visto a ausência das linhas 7002Å e 7254Å, a fluorescência do contínuo não poderia ser o mecanismo responsável pela formação da linha 8446Å do OI, visto que estas linhas deveriam estar presente nos espectros, se esse fosse o mecanismo.

Tendo eliminado as outras possibilidades, a fluorescência do Ly β parece ser, então, o principal mecanismo de excitação da linha 8446Å para os três objetos que foram estudados aqui. Para cada objeto, determinamos ainda a profundidade óptica de duas formas diferentes: por meio da razão de linhas $I_{8446}/I_{H\alpha}$, $\tau_{H\alpha}$, e por meio da razão das linhas de Balmer, $\tau_{H\alpha}^{Balmer}$, com o objetivo de comparar esses valores. A razoável proximidade entre $\tau_{H\alpha}$ e $\tau_{H\alpha}^{Balmer}$ pode reforçar que a fluorescência do Ly β esteja atuando como mecanismo de formação da linha 8446Å

nas três simbióticas estudadas.

Por fim, utilizamos a razão de linhas I_{8446}/I_{6300} , baseada na taxa de fotoexcitação do OI por $\text{Ly}\beta$, como abordado por [Kastner and Bhatia \(1995\)](#). Conforme vimos pelo diagrama $\log(I_{8446}/I_{6300})$ versus $\log N_e$, na Figura 5.8, a razão de linhas observada pode ser explicada se houver fotoexcitação do OI por meio dos fótons $\text{Ly}\beta$, reforçando a fluorescência do $\text{Ly}\beta$ como principal mecanismo de excitação da linha 8446Å.

Para uma conclusão categórica, seria necessário verificar a intensidade das linhas 11287Å e 13164Å, das quais estão fora da região espectral compreendida nesse estudo. Todavia, pelo que foi discutido ao longo do capítulo, o mecanismo de fluorescência do $\text{Ly}\beta$ parece ser responsável pela formação da linha 8446Å em H 1-36, Hen 2-104 e Hen 2-106.

Referências Bibliográficas

- Allen, D. A. (1979). Symbiotic Stars at Optical Infrared and Radio Wavelengths. In Bateson, F. M., Smak, J., and Urch, I. H., editors, *IAU Colloq. 46: Changing Trends in Variable Star Research*, volume 46, page 125.
- Allen, D. A. (1980). On the unidentified bands 6830, 7088 in symbiotic stars. , 190:75–86.
- Allen, D. A. (1982). Infrared studies of symbiotic stars. In Friedjung, M. and Viotti, R., editors, *IAU Colloq. 70: The Nature of Symbiotic Stars*, volume 95 of *Astrophysics and Space Science Library*, pages 27–42.
- Allen, D. A. (1984). A catalogue of symbiotic stars. *Proceedings of the Astronomical Society of Australia*, 5:369–421.
- Andrillat, Y. and Houziaux, L. (1968). Spectres de NGC 1976, IC 4997, NGC 6572 ET IC 418 dans le Proche Infrarouge Photographique. In Osterbrock, D. E. and O'dell, C. R., editors, *Planetary Nebulae*, volume 34 of *IAU Symposium*, page 68.
- Baella, N. O. (2007). *Estudo de Estrelas Simbióticas Tipo D' no Diagrama de Diagnóstico $\lambda 5007/H\beta$ vs. $\lambda 4363/H\gamma$* . Observatório Nacional.

- Baella, N. O. (2010). Symbiotic Stars and Planetary Nebulae in the $\lambda 5007/\text{H}\beta$ vs. $\lambda 4363/\text{H}\gamma$ Diagnostic Diagram. In Bruzual, G. R. and Charlot, S., editors, *Stellar Populations - Planning for the Next Decade*, volume 262 of *IAU Symposium*, pages 307–308.
- Baella, N. O., Pereira, C. B., Miranda, L. F., and Alvarez-Candal, A. (2016). Searching for new yellow symbiotic stars: positive identification of StHa63. *ArXiv e-prints*.
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., and Terlevich, R. (1981). Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. , 93:5–19.
- Belczyński, K., Mikołajewska, J., Munari, U., Ivison, R. J., and Friedjung, M. (2000). A catalogue of symbiotic stars. , 146:407–435.
- Bowen, I. S. (1935). The Spectrum and Composition of the Gaseous Nebulae. , 81:1.
- Boyarchuk, A. A. (1975). Symbiotic stars. In Sherwood, V. E. and Plaut, L., editors, *Variable Stars and Stellar Evolution*, volume 67 of *IAU Symposium*, pages 377–386.
- Boyarchuk, A. A. (1982). Introductory Report on Symbiotic Stars. In Friedjung, M. and Viotti, R., editors, *IAU Colloq. 70: The Nature of Symbiotic Stars*, volume 95 of *Astrophysics and Space Science Library*, page 11.
- Burgess, A. and Seaton, M. J. (1960). The abundance of oxygen in the planetary nebula NGC 7027. , 121.

- Cieslinski, D., Elizalde, F., and Steiner, J. (1994). Observations of suspected symbiotic stars. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 106:243–251.
- Clyne, N., Akras, S., Steffen, W., Redman, M. P., Gonçalves, D. R., and Harvey, E. (2015). A morpho-kinematic and spectroscopic study of the bipolar nebulae: M 2-9, Mz 3, and Hen 2-104. , 582:A60.
- Corradi, R. L. M., Rodríguez-Flores, E. R., Mampaso, A., Greimel, R., Viironen, K., Drew, J. E., Lennon, D. J., Mikolajewska, J., Sabin, L., and Sokoloski, J. L. (2008). IPHAS and the symbiotic stars. I. Selection method and first discoveries. , 480:409–419.
- Corradi, R. L. M., Valentini, M., Munari, U., Drew, J. E., Rodríguez-Flores, E. R., Viironen, K., Greimel, R., Santander-García, M., Sabin, L., Mampaso, A., Parker, Q., de Pew, K., Sale, S. E., Unruh, Y. C., Vink, J. S., Rodríguez-Gil, P., Barlow, M. J., Lennon, D. J., Groot, P. J., Giammanco, C., Zijlstra, A. A., and Walton, N. A. (2010). IPHAS and the symbiotic stars . II. New discoveries and a sample of the most common mimics. , 509:A41.
- Dalgarno, A., Heil, T. G., and Butler, S. E. (1981). Charge Transfer of OIV with Hydrogen. , 245:793.
- Dalgarno, A. and Sternberg, A. (1982). The excitation of the triplet lines of OIII in nebulae. , 200:77P–80P.
- Ferland, G. J. and Shields, G. A. (1978). Heavy element abundances of Nova Cygni 1975. , 226:172–185.
- Fischer, C. F. (1994). Transition probabilities in oiii. *Physica Scripta*, 49(1):51.

- Fleming, W. P. S. and Pickering, E. C. (1912). Stars having peculiar spectra. *Annals of Harvard College Observatory*, 56:165–226.
- Friedjung, M. (1982). Models for symbiotic stars in the light of the data. In Friedjung, M. and Viotti, R., editors, *IAU Colloq. 70: The Nature of Symbiotic Stars*, volume 95 of *Astrophysics and Space Science Library*, pages 253–267.
- Friedjung, M. and Viotti, R., editors (1982). *The nature of symbiotic stars; Proceedings of the Seventieth Colloquium, Saint-Michel-l'Observatoire, Alpes-de-Haute-Provence, France, August 26-28, 1981*, volume 95 of *Astrophysics and Space Science Library*.
- Grandi, S. A. (1975a). Observations of Starlight-Excited Lines in the Orion Nebula. , 199:L43.
- Grandi, S. A. (1975b). Starlight excitation of permitted lines in the Orion Nebula. , 196:465–472.
- Grandi, S. A. (1980). On I 8446 A emission in Seyfert 1 galaxies. , 238:10–16.
- Gromadzki, M., Mikołajewska, J., and Soszyński, I. (2013). Light Curves of Symbiotic Stars in Massive Photometric Surveys II. S and D'-Type Systems. , 63:405–428.
- Gurzadyan, G. A. (2013). *The physics and dynamics of planetary nebulae*. Springer Science & Business Media.
- Gutierrez-Moreno, A. (1988). Planetary Nebulae and Symbiotic Stars. In Blanco, V. M. and Phillips, M. M., editors, *Progress and Opportunities in Southern*

- Hemisphere Optical Astronomy. The CTIO 25th Anniversary Symposium*, volume 1 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 12.
- Gutierrez-Moreno, A. and Moreno, H. (1996). Spectroscopic Observations of Some D-Type Symbiotic Stars. , 108:972–979.
- Gutierrez-Moreno, A., Moreno, H., and Cortes, G. (1986). Spectrophotometric observations of two symbiotic stars. , 166:143–147.
- Gutiérrez-Moreno, A., Moreno, H., and Cortés, G. (1995). A diagnostic diagram for planetary nebulae and symbiotic stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, pages 462–468.
- Gutiérrez-Moreno, A., Moreno, H., and Costa, E. (1999). Spectroscopic Observations of Some S-Type Symbiotic Stars. , 111:571–586.
- Harrington, J. P. (1972). The Bowen Fluorescence Mechanism in Planetary Nebulae. , 176:127.
- Henden, A. and Munari, U. (2001). UB_V(R_I)_C photometric comparison sequences for symbiotic stars. II. , 372:145–151.
- Hummer, D. G. and Storey, P. J. (1987). Recombination-line intensities for hydrogenic ions. I - Case B calculations for H I and He II. , 224:801–820.
- Ivison, R. J., Munari, U., and Marang, F. (1993). On the Symbiotic Star V919-SAGITTARII. , 277:510.
- Kallman, T. and McCray, R. (1980). Efficiency of the Bowen fluorescence mechanism in static nebulae. , 242:615–627.

- Kastner, S. O. and Bhatia, A. K. (1995). The neutral oxygen spectrum. 2: Pumping by hydrogen Lyman-beta under the optically thin condition: A first application to the classical novae. , 439:346–356.
- Kastner, S. O. and Bhatia, A. K. (1996). The Bowen fluorescence lines: overview and re-analysis of the observations. , 279:1137–1156.
- Kenyon, S. J. (1986). *The symbiotic stars*.
- Kenyon, S. J. (1992). Symbiotic Binary Stars. In Kondo, Y., Sistero, R., and Polidan, R. S., editors, *Evolutionary Processes in Interacting Binary Stars*, volume 151 of *IAU Symposium*, page 137.
- Kogure, T. and Leung, K.-C. (2010). *The Astrophysics of Emission-Line Stars*, volume 342. Springer Science & Business Media.
- Kwok, S. (2007). *The origin and evolution of planetary nebulae*. Cambridge University Press.
- Kwok, S., Purton, C. R., and Fitzgerald, P. M. (1978). On the origin of planetary nebulae. , 219:L125–L127.
- Lee, H.-W. (2012). Raman Scattered He II $\lambda 4332$ in the Symbiotic Star V1016 Cygni. , 750:127.
- Likkell, L. and Aller, L. H. (1986). Observations of the Bowen fluorescent mechanism in planetary nebulae. , 301:825–833.
- Liu, X.-W. and Danziger, J. (1993). Observations of the Bowen fluorescence mechanism and charge transfer in the planetary nebulae. , 261:465–496.

- Liu, X.-W., Danziger, J., and Murdin, P. (1993). Observations of the Bowen fluorescence mechanism and charge transfer in planetary nebulae. II. , 262:699–710.
- Maciel, W. J. (2002). *Astrofísica do Meio Interestelar Vol. 41*. Edusp.
- McGregor, P. J., Persson, S. E., and Cohen, J. G. (1984). Spectrophotometry of compact embedded infrared sources in the 0.6-1.0 micron wavelength region. , 286:609–629.
- Merrill, P. W. (1919). A Variable Star with a Peculiar Spectrum. , 31:305.
- Merrill, P. W. (1958). 51. Symbiosis in Astronomy: Introductory Report. In *Liege International Astrophysical Colloquia*, volume 8 of *Liege International Astrophysical Colloquia*, pages 436–448.
- Merrill, P. W. and Humason, M. L. (1932). A Bright Line of Ionized Helium, $\lambda 4686$, in Three Stellar Spectra with Titanium Bands. , 44:56.
- Mikołajewska, J. (2012). Symbiotic Stars: Observations Confront Theory. *Baltic Astronomy*, 21:5–12.
- Mikołajewska, J., Acker, A., and Stenholm, B. (1997). Spectrophotometric study of southern symbiotic stars. , 327:191–198.
- Mikołajewska, J., Caldwell, N., and Shara, M. M. (2014). First detection and characterization of symbiotic stars in M31. , 444:586–599.
- Miszalski, B., Mikołajewska, J., and Udalski, A. (2013). Symbiotic stars and other H α emission-line stars towards the Galactic bulge. , 432:3186–3217.

- Miszalski, B., Mikolajewska, J., and Udalski, A. (2014). A Remarkable Sample of New Symbiotic Stars Towards the Galactic Bulge. In Woudt, P. A. and Ribeiro, V. A. R. M., editors, *Stellar Novae: Past and Future Decades*, volume 490 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 355.
- Morgan, L. A. (1971). The emission line spectrum of the Orion Nebula in the wavelength range 4959 to 8665 Å. , 153:393.
- Nussbaumer, H., Schmid, H. M., and Vogel, M. (1989). Raman scattering as a diagnostic possibility in astrophysics. , 211:L27–L30.
- Osterbrock, D. E. and Ferland, G. J. (2006). *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. University science books.
- Pereira, C. B. (1995). Chemical abundances of southern symbiotic stars. , 111:471.
- Pereira, C. B., de Araújo, F. X., and Landaberry, S. J. C. (1999). Bowen fluorescence lines in symbiotic stars - I. Observational data, line ratios and efficiency. , 309:1074–1084.
- Pereira, C. B., Landaberry, S. J. C., and Junqueira, S. (1998). Spectroscopic observations of D-type symbiotic stars. , 333:658–664.
- Phillips, J. P. (2007). 2MASS near-infrared photometry of symbiotic stars. , 376:1120–1132.
- Pottash, S. R. (1983). *Planetary Nebulae: A Study of Late Stages of Stellar Evolution*. D. Reidel.

- Rodríguez-Ardila, A., Viegas, S. M., Pastoriza, M. G., Prato, L., and Donzelli, C. J. (2002). The O I Line Emission in Active Galactic Nuclei Revisited. , 572:94–104.
- Rodríguez-Flores, E. R., Corradi, R. L. M., Mampaso, A., García-Alvarez, D., Munari, U., Greimel, R., Rubio-Díez, M. M., and Santander-García, M. (2014). IPHAS and the symbiotic stars. III. New discoveries and their IR spectral energy distributions. , 567:A49.
- Rudy, R. J., Rossano, G. S., Cohen, R. D., and Puetter, R. C. (1990). Optical and infrared spectrophotometry of the symbiotic system V1016 Cygni. , 362:346–353.
- Rudy, R. J., Rossano, G. S., and Puetter, R. C. (1989). The near-infrared oxygen I lines of the planetary nebula IC 4997. , 346:799–802.
- Sahade, J. (1982). Fifty years of symbiotic stars. In Friedjung, M. and Viotti, R., editors, *IAU Colloq. 70: The Nature of Symbiotic Stars*, volume 95 of *Astrophysics and Space Science Library*, pages 1–9.
- Saraph, H. E. and Seaton, M. J. (1980). Oscillator strengths for O III and the Bowen fluorescent mechanism. , 193:617–629.
- Schmid, H. M. (1989). Identification of the emission bands at 6830, 7088 Å. , 211:L31–L34.
- Schmid, H. M. and Nussbaumer, H. (1993). On the relative C,N,O abundances and the evolutionary status of yellow symbiotic stars. , 268:159–177.

- Schmid, H. M. and Schild, H. (1990). Physical Conditions and Elemental Abundances in the Symbiotic Novae V1016-CYgni Hm-Sagittae and HBV:475. , 246:84.
- Schwank, M., Schmutz, W., and Nussbaumer, H. (1997). Irradiated red giant atmospheres in S-type symbiotic stars. , 319:166–175.
- Seaton, M. (1979). Interstellar extinction in the uv. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 187(1):73P–76P.
- Sekeráš, M. and Skopal, A. (2015). Diagnostic of the Symbiotic Stars Environment by Thomson, Raman and Rayleigh Scattering Processes. *Acta Polytechnica CTU proceedings, Vol. 2,, p.282-285*, 2:282–285.
- Storey, P. J. and Hummer, D. G. (1995). Recombination line intensities for hydrogenic ions-IV. Total recombination coefficients and machine-readable tables for $Z=1$ to 8. , 272:41–48.
- Strittmatter, P. A., Woolf, N. J., Thompson, R. I., Wilkerson, S., Angel, J. R. P., Stockman, H. S., Gilbert, G., Grandi, S. A., Larson, H., and Fink, U. (1977). The spectral development of Nova Cygni 1975. , 216:23–32.
- Swings, P. and Struve, O. (1940). Spectrographic Observations of Peculiar Stars. , 91:546.
- Wallerstein, G., Garnavich, P. M., Schachter, J., and Oke, J. B. (1991). Observation of Bowen fluorescence and other phenomena in five symbiotic stars. , 103:185–193.
- Webster, B. L. and Allen, D. A. (1975). Symbiotic stars and dust. , 171:171–180.