Determinação de Abundâncias Químicas em Simbióticas Amarelas Austrais

Sílvia Ribeiro Calbo

Dissertação de Mestrado

Orientador: Roberto Dell’Aglío Dias da Costa

Universidade de São Paulo, Instituto Astronômico, Geofísico e de Ciências
Atmosféricas

Departamento de Astronomia

Maio de 2004

Agradecimentos

Em primeiro lugar gostaria de agradecer muitíssimo aos meus pais por sempre terem, em todas etapas, confiado e apoiado minha decisão de trabalhar com Astronomia. Desde a compra da minha primeira revista *Astronomy*, livros, a primeira luneta, o MEADE, ao me acompanharem nas palestras no Observatório de São Carlos, ao financiarem minha estadia e subsistência para concluir o curso de bacharelado em Física no IFSC e este mestrado no IAG em São Paulo.

Aos meus colegas do Centro de Divulgação da Astronomia que sempre compartilharam comigo o sonho de ser astrônomo amador. Com os quais passei longas noites orientando classes, atendendo o público curioso e observando nebulosas, galáxias, estrelas, planetas, cometas e tomando choconhaque. Em especial a Ednilson Oliveira por quem tenho grande admiração por demonstrar tanta paixão e dedicação a astronomia brasileira e ter me acolhido neste meio.

Também não posso deixar de agradecer aos meus colegas do Clube de Astronomia de Brasília em especial ao Sr Rank e a Antônio Carlos Coêlho por sempre terem me incentivado a seguir a carreira de astronomia profissional.

Ao meu orientador Roberto Costa, aos meus colegas de trabalho Juan Luna e André Escudero que sempre estavam dispostos a responderem minhas dúvidas e me ajudarem no que fosse preciso.

Agradeço também ao CNPq pela bolsa de mestrado oferecida.

Aos meus amigos da USP, em especial a Celina Takemura, por sua amizade e companheirismo.

Ao meu amor, Rafael Aroca, que me ajudou em todas as etapas do mestrado e iniciação científica. Me ensinando pacientemente Unix e mostrando como ele é indispensável no meio científico. E por sua compreensão e carinho nos momentos mais difíceis.

A todos acima, e aos muitos outros que não pude agradecer, só preciso dizer que realizei um sonho de infância ao concluir meu mestrado na área da astronomia. Dedico este trabalho ao Centro de Divulgação da Astronomia.

Resumo

Com o presente trabalho contribuiu-se para o estudo das composições químicas das estrelas simbióticas do hemisfério sul, muito pouco exploradas na literatura. Apresenta-se um conjunto completo de simbióticas amarelas austrais extraído do catálogo de Belczynski [5]. Alguns dos objetos analisados não possuem nem sequer dados espectroscópicos na literatura. Obtém-se os dados deste trabalho com o telescópio de 1.6 m do LNA e da base de dados do satélite I.U.E. Calcula-se o avermelhamento a partir das linhas de recombinação do H, aplicando os valores de extinção interestelar obtidos dos espectros no visível aos do U.V. A partir das razões entre as linhas do [OIII] e [NII] e supondo uma temperatura eletrônica de 12 000 K (Nussbaumer [42]) encontra-se as densidades eletrônicas presentes nas nebulosas dos sistemas simbióticos. Com estes dados, mais os os fluxos das linhas derivam-se as abundâncias químicas das nebulosas dos sistemas simbióticos; C, N, O no U.V. e He, Ar, S, O e N no visível.

Comparam-se as abundâncias no visível com as das simbióticas na direção do bojo (Luna [34]) e com nebulosas planetárias (Escudero [16]). Nota-se que em geral as simbióticas são mais enriquecidas em N e He do que as planetárias isto ocorre provavelmente porque as progenitoras das estrelas simbióticas são mais massivas do que as planetárias. No entanto, para elementos como O, Ar e S encontram-se abundâncias muito próximas entre simbióticas e planetárias.

Comparam-se também, as abundâncias das simbióticas amarelas desta amostra com a de planetárias do disco extraídas do trabalho de Pottasch [48], cefeidas de Luck e Lambert [33], abundâncias das gigantes G,K e M obtidas a partir de Lambert e Ries[30], as anãs G e K de Reddy et al [49], as gigantes M de Smith e Lambert[53], abundâncias das estrelas Ba extraídas de Smith [52], as estrelas *mild* Ba dos tipos espectrais G8 a K3 de Berdyugina [6], as *early* R de Dominy [13], estrelas C de Lambert et al [29] e por fim as estrelas M e S (MS) de Smith & Lambert [53].

Pode-se distinguir dois grupos de simbióticas amarelas a partir dos diagramas C/N-O/N. Um grupo apresenta produtos do ciclo CN e situa-se próximo à curva de baixa metalicidade e metalicidade solar. O outro grupo, encontra-se próximo da curva C/O=1, que consiste de objetos enriquecidos em carbono (Schmid & Nussbaumer[51]). As estrelas simbióticas amarelas enriquecidas em C não estão univocamente associadas as estrelas Ba ou *early* R. Estes dois grupos representam as simbióticas amarelas tipo s e d' respectivamente. Por fim, conclui-se que os sistemas simbióticos amarelos analisados neste trabalho confirmam o modelo de que seriam estrelas AGBs iluminadas por alguma fonte quente de radiação.

Sumário

1	Introdução	1
1.1	Características Gerais de Estrelas Simbióticas Amarelas	1
1.2	Distribuição Espacial das Estrelas Simbióticas	2
1.3	Evolução de Estrelas de Massas Intermediárias	5
1.3.1	Isoladas	5
1.3.2	Sistemas Duplos	11
1.4	Sistema de Classificação	12
1.5	Seleção da Amostra	16
1.6	Objetivos do Trabalho	17
2	Observação e Redução dos Dados	18
2.1	Instrumentos	18
2.2	Redução dos Dados	19
2.2.1	Cálculo da Extinção Interestelar	21
2.3	Objetos Observados	26
2.4	Fluxos das Linhas	28
2.4.1	Ultravioleta	28
2.4.2	Visível	30
2.5	Análise dos Erros	36
2.5.1	Erros Estatísticos e Aleatórios	36
2.5.2	Cálculo dos Erros nas Medidas	37
3	Métodos de Determinação de Parâmetros Físicos e Abundâncias	40
3.1	Linhas de Recombinação	41
3.2	Linhas de Excitação Colisional	42
3.3	Densidades e Temperaturas Eletrônicas	43
3.4	Abundâncias Nebulares	47
3.4.1	Abundâncias Iônicas no Ultravioleta	47
3.4.2	Abundâncias Elementais no Ultravioleta	49
3.4.3	Abundâncias Iônicas do He no Visível	50
3.4.4	Abundâncias Iônicas dos Demais Elementos no Visível	53

3.4.5	Abundâncias Elementais no Visível	55
4	Resultados	58
4.1	Determinação de Abundâncias Químicas	58
4.1.1	Abundâncias Iônicas Ultravioleta	58
4.1.2	Abundâncias Elementais Ultravioleta	59
4.1.3	Abundâncias Iônicas no Visível	71
4.1.4	Abundâncias Elementais no Visível	73
4.2	Determinação das Metalicidades e Massas	81
5	Conclusões	85
6	Bibliografia	86
A	Apêndice - Espectros das Estrelas Simbióticas Amarelas Austrais	90

Lista de Figuras

1	Distribuição espacial das simbióticas	3
2	Latitude galáctica e distância ao centro galáctico	4
3	Diagrama H-R mostrando a trajetória evolutiva do Sol	9
4	Diagrama H-R	13
5	Histograma do tipo espectral para tipo s	14
6	Histograma do tipo espectral para tipo d	15
7	Gráfico de cor e magnitude absoluta para as estrelas simbióticas amarelas desta amostra.	16
8	Esquema do espectrógrafo B&C Cassegrain	18
9	Razões de linhas $H\alpha/H\beta$ versus $H\beta/H\gamma$ construídos de acordo com o modelo de auto-absorção de Netzer [41] e parametrizados em $\tau(H\alpha)$, figura retirada de Costa [12].	23
10	Erros nas medidas dos fluxos no visível	38
11	Diagrama de níveis do [OIII] e [NII]	44
12	Densidade e temperatura eletrônica do [NII] para WRAY 15-157	46
13	Densidade e temperatura eletrônica do [OIII] para WRAY 15-157	47
14	Dependência da emissividade com a densidade eletrônica para $T_e = 12000K$	48
15	Diagrama dos níveis do He I singleto	52
16	Diagrama dos níveis do He I tripleto	53
17	Abundâncias relativas C/N e O/N para simbióticas amarelas, nebulosas planetárias e cefeidas.	61
18	Abundâncias relativas C/N e O/N para simbióticas amarelas, gigantes G,K , M e anãs G e K.	63
19	Razões de abundâncias C/O e N/O para simbióticas amarelas, gigantes G,K , M e anãs G e K.	65
20	Abundâncias relativas C/N e O/N para simbióticas amarelas, estrelas Ba e gigantes <i>early</i> R.	66
21	Razões de abundâncias C/O e N/O para simbióticas amarelas, estrelas Ba e gigantes <i>early</i> R.	68
22	Abundâncias relativas C/N e O/N para simbióticas amarelas, gigantes M, gigantes MS com Tc e estrelas frias de carbono tipo N.	69

23	Razões de abundâncias C/O e N/O para simbióticas amarelas, gigantes M, gigantes MS com Tc e estrelas frias de carbono tipo N.	71
24	He/H versus log (N/O) para nebulosas planetárias, simbióticas amarelas e do bojo.	75
25	Razões de abundâncias S/H e O/H para nebulosas planetárias, simbióticas amarelas e de bojo.	78
26	Razão de abundâncias Ar/H e O/H para nebulosas planetárias, simbióticas amarelas e do bojo.	80
27	Cor versus magnitude absoluta com o traçado de curvas que indica os limites de massa das simbióticas amarelas com metalicidade solar.	82
28	Cor versus temperatura para simbióticas amarelas com metalicidade 5 vezes a solar.	83
29	Histograma do número de estrelas por intervalo de massa para a metalicidade solar.	84
30	Espectro de BD-21 3873	91
31	Espectro de AS 201	91
32	Espectro de AS 255	92
33	Espectro de AS 269	92
34	Espectro de CD-43 14304	93
35	Espectro de HD 330036	93
36	Espectro de Hen 3-1591	94
37	Espectro de Hen 3-863	94
38	Espectro de LT Del	95
39	Espectro de MWC 960	95
40	Espectro de SS 73 29	96
41	Espectro de StH α 190	96
42	Espectro de V417 Cen	97
43	Espectro de V840 Cen	97
44	Espectro de WRAY 15-157	98
45	Espectro de WRAY 16-377	98
46	Espectro de AS 210	99
47	Espectro de SMC N73	99

48	Espectro de SMC 2	100
49	Espectro de LIN 358	100

Lista de Tabelas

1	Características dos tipos s e d	12
2	Instrumentos utilizados nas observações.	19
3	Valores de $E(B-V)$ para as simbióticas amarelas deste trabalho (os asteriscos estão comentados ao longo do texto).	24
4	Número de medidas para cada objeto observado no LNA, ESO e IUE e as datas de observação no visível	26
5	Coordenadas dos objetos observados no LNA, IUE e ESO e suas datas de observação no U.V.	27
6	Medidas dos fluxos U.V. em relação $H\beta=100$	29
7	Medidas dos fluxos U.V. em relação $H\beta = 100$ (continuação)	29
9	Fluxos no visível em relação $H\beta = 100$	30
10	Fluxos no visível em relação a $H\beta = 100$ (continuação)	31
11	Fluxos no visível em relação a $H\beta = 100$ (continuação)	32
12	Fluxos no visível $H\beta=100$ (continuação)	33
13	Fluxos no visível em relação a $H\beta = 100$ (continuação)	34
14	Fluxos no visível com $H\beta=100$ (continuação)	35
15	Erros nas abundâncias iônicas no visível	39
16	Erros nas abundâncias iônicas no visível (continuação)	39
17	Abundâncias Iônicas Ultravioleta	58
18	Abundâncias iônicas Ultravioleta (continuação)	59
19	Razões de Abundâncias elementais U.V.	60
20	Densidade e Temperatura Eletrônica do [OIII] e [NII]	72
21	Abundâncias Iônicas no Visível	73
22	Abundâncias Iônicas no Visível (continuação)	73
23	Razões de Abundâncias Elementais no Visível	74
24	Valores de abundâncias médias de N/O e He/H, desvio padrão do He/H, número total de objetos para as simbióticas (s,d e s ou d) amarelas, do bojo e nebulosas planetárias referentes à figura 24.	76
25	Valores de abundâncias médias e desvios padrões de O/H e S/H, número total de objetos para simbióticas (s,d e s ou d) amarelas, do bojo e nebulosas planetárias referentes à figura 25.	77

26	Valores de abundâncias médias e seus respectivos desvios padrões de O/H e Ar/H , número total de objetos para as simbióticas (s,d e s ou d) amarelas, do bojo e nebulosas planetárias, referentes à figura 26.	80
----	--	----

1 Introdução

1.1 Características Gerais de Estrelas Simbióticas Amarelas

Estrelas Simbióticas num sentido amplo são aceitas como sendo sistemas binários de longo período orbital (200 dias a 10 anos). As mais próximas estão a 200 pc, com uma separação binária média entre suas componentes de no máximo 10 U.A. , sendo assim com a tecnologia atual, não conseguimos resolver espacialmente as duas estrelas do sistema e muito menos a estrutura nebulosa que as circundam. No entanto, temos acesso a estes sistemas estudando seus perfis de linhas. Com as informações obtidas por meio da análise das linhas espectrais sabemos que compreendem uma pequena classe de variáveis eruptivas que apresentam uma combinação de características espectroscópicas de absorção de uma estrela fria e linhas de emissão com alta excitação de uma fonte quente. De acordo com Boyarchuk [9], são objetos com três componentes. Componente fria: Uma estrela gigante tipo tardio, com tipo espectral G-M, podendo ser uma gigante vermelha ou uma estrela tipo Mira. Componente quente: Um núcleo de nebulosa planetária ou uma estrela da sequência principal e uma nebulosa ionizada.

Vários cenários foram propostos para explicarmos a origem da nebulosa ionizada onde a maior parte das linhas de emissão são formadas (Pacheco & Costa [46]). A nebulosa ionizada pode ter sido produzida pela colisão de 2 ventos estelares, um rápido vindo da fonte quente que colide com outro do envelope da gigante vermelha ao se expandir lentamente (Willson et al [58]), ou ainda pela radiação U.V. da componente quente que ilumina o vento originada na estrela fria (Nussbaumer & Vogel [43]).

Podemos resumir as características espectrais principais de estrelas simbióticas de acordo com Kenyon [24] escolhendo duas estrelas como protótipos desta classe, CI Cyg e V 1016 Cyg por apresentarem características que geralmente são encontradas na maioria das estrelas simbióticas. Estas propriedades são: características de absorção de uma estrela do tipo tardio (G, K ou M) apresentando as linhas espectrais no visível e no infravermelho como Ca I, Ca II, Na I, Fe I, H_2O , CN, CO, TiO e VO entre outros. Linhas brilhantes de ions com potenciais de ionização de pelo menos 35 eV sendo que como exemplo temos o [OIII] (Belczynski et al [5]). Um contínuo do tipo A ou F com linhas adicionais de absorção do H I, He I e metais uma vez ionizados. No U.V. há intensas linhas de He II, C III, C IV, Si IV e N V.

As estrelas simbióticas proporcionam um interessante laboratório para estudarmos as interações entre as componentes de um sistema binário sob condições extremas, como a perda

de massa da gigante vermelha e a formação de uma nebulosa planetária. Ainda, podemos citar a acreção para formar uma estrela compacta e a evolução de uma estrela do tipo nova. Por último, a fotoionização e transferência radiativa dentro da nebulosa gasosa (Kenyon [24]).

Mais especificamente, as binárias simbióticas amarelas são compostas de uma estrela fria de tipo espectral F, G ou K e uma fonte quente de radiação. As componentes frias das simbióticas amarelas são mais quentes que as outras simbióticas tendo uma temperatura efetiva variando entre 4000 K a 7000 K, além de apresentarem várias características peculiares que as distinguem das demais simbióticas (Webbink[56]). Como exemplo podemos citar que as gigantes do tipo G não são nem muito luminosas e nem possuem uma alta taxa de perda de massa. Assim, o cenário normal de transferência de massa e atividade do tipo nova parecem ser inapropriados para explicar o comportamento das simbióticas amarelas (Schmid & Nussbaumer[51]).

1.2 Distribuição Espacial das Estrelas Simbióticas

O mais recente catálogo de estrelas simbióticas possui 188 objetos (Belczynski et al [5]) sendo que alguns deles pertencem a outras galáxias. Isto pode ser visto pela figura 1 que mostra a distribuição espacial destas estrelas pertencentes a Via Láctea onde destacamos as estrelas simbióticas amarelas desta amostra. Vemos claramente que encontram-se concentradas no plano galáctico. Isto acontece também, de modo semelhante, com as gigantes vermelhas, novas galácticas, nebulosas planetárias e outros membros da população intermediária ou antiga do disco. O número pequeno de estrelas simbióticas encontradas na direção do anti-centro galáctico provavelmente reflete um decréscimo na densidade estelar e taxa de formação de estrelas (Mihalas & Binney [38]). Mas, provavelmente é mais intensa do que a mostrada pela figura 1 devido também ao efeito de absorção do meio interestelar.

Calculamos a distância galactocêntrica (R) para as estrelas simbióticas usando a seguinte equação:

$$R^2 = R_o^2 + (d \cos b)^2 - 2R_o d \cos b \cos l \quad (1)$$

Onde R é a distância a ser determinada, d é a distância da simbiótica, b e l são coordenadas galácticas respectivamente latitude e longitude. Quando não encontramos o valor de d na literatura, usamos a expressão do módulo de distância para calculá-lo. As magnitudes aparentes (m) são extraídas do catálogo de Belczynski [5]. Obtivemos as magnitudes absolutas

Figura 1: Distribuição espacial das simbióticas

por interpolação dos dados da tabela 15.7 do *Astrophysical Quantities* (Allen [1]) com os dados do tipo espectral da componente fria listados no catálogo de Belczynski [5]. Sabendo a distância do Sol ao centro galáctico (R_o) e com as coordenadas galácticas extraídas do catálogo foi possível calcularmos a distância de cada sistema simbiótico ao centro da Galáxia.

Figura 2: Latitude galáctica e distância ao centro galáctico

Na figura 2 vemos que as estrelas simbióticas amarelas desta amostra estão todas a uma distância galactocêntrica entre 7 a 9.5 Kpc. Dentro deste intervalo está o valor médio da distância galactocêntrica solar de 7.6 Kpc. Trate-se de um efeito seletivo no qual observamos mais facilmente as estrelas simbióticas que estão mais próximas do Sol.

Sistemas simbióticos também foram descobertos em outras galáxias como na Pequena e Grande Nuvem de Magalhães. Ao contrário do que ocorre com a maioria das simbióticas da Galáxia, onde não há facilmente derivada a função luminosidade e outros parâmetros básicos de sistemas simbióticos, temos estes últimos bem determinados nas estrelas das duas Nuvens de Magalhães, pois suas distâncias heliocêntricas são conhecidas. Ao todo foram confirmadas 6 estrelas desta natureza em cada Nuvem (Murset et al [40]). Algumas destas estrelas são ricas em carbono ao contrário do que acontece com as simbióticas da Via Láctea. Isto implica que sistemas simbióticos não são restritos à apenas um tipo de gigantes do tipo tardio e que assim, podem ocorrer em estrelas com diferentes composições químicas.

1.3 Evolução de Estrelas de Massas Intermediárias

1.3.1 Isoladas

A maior parte das estrelas permanecem boa parte de suas vidas na sequência principal. Pois, nesta fase elas se encontram em equilíbrio hidrostático e portanto, num período de alta estabilidade. A principal reação termonuclear na sequência principal é a cadeia próton-próton que ocorre em três fases denominadas de pp1, pp2 e pp3 (Maciel [36]). A primeira reação da cadeia pp é a mais lenta, quando esta acontece podemos imaginar que as demais ocorrem imediatamente.

Cadeia pp1:

O pósitron quando encontra um elétron se aniquila de acordo com a reação:

O deutério produz um núcleo de ${}^3\text{He}$
de acordo com a reação:

Para que esta última ocorra é necessário que as demais se repitam pelo menos uma vez.

Muitas vezes a cadeia pp, se encerra com a última reação mas isto não acontece se a abundância do ${}^4\text{He}$ for comparável a do H e a temperatura for superior a 1.4×10^7 K. Temos assim, a cadeia pp2:

Se a temperatura for maior ou igual a 2.3×10^7 K ocorre a cadeia pp3.
Nesta caso após a reação 5 temos:

Estrelas na sequência principal, ainda mais massivas têm maiores temperatura efetivas. Nestas estrelas o ciclo CNO domina o ciclo pp. Isto ocorre para uma temperatura superior ou igual a 2×10^7 K, onde a produção de 4He é feita pelo ciclo CNO que subdivide-se em ciclo CN e ON.

Ciclo CN:

O resultado final do ciclo CN é a conversão de 4 átomos de H em ^4He . O ciclo ON por sua vez, ocorre quando tivermos temperaturas mais altas, superiores a 1.7×10^8 K.

Ciclo ON:

Após o ciclo CNO o núcleo da estrela encontra-se exaurido de H. Numa tentativa de obter uma temperatura superior à existente, este núcleo se contrai queimando elementos mais pesados. Enquanto isto, suas camadas externas vão queimando H o que produz energia suficiente para o envelope se expandir. Com isto a temperatura na superfície da estrela cai e como consequência sua opacidade aumenta tornando-a convectiva. Isto possibilita que elementos no centro da estrela sejam trazidos a superfície. Nesta fase, ela torna-se uma gigante vermelha e adentra o ramo das gigantes vermelhas (figura 3).

O destino seguinte da estrela será determinado de acordo com sua massa. Para estrelas com massas superiores a 2.3 vezes a massa solar, o núcleo exaurido de H não fica degenerado e assim continua a se aquecer enquanto se contrai e o He é novamente produzido no seu centro. Já nas estrelas com massas inferiores a 2.3 massas solares, o He é queimado no núcleo de forma mais violenta no chamado *flash* de He. Isto ocorre uma vez que estão com seus elétrons degenerados produzindo uma quantidade de energia maior do que a estrela é capaz de conduzir. Posteriormente, a degenerescência é levantada e assim o He passa a ser queimado de forma quiescente (Iben [23]) . A queima do He ocorre pelo processo triplo-alfa que exige temperaturas maiores do que 10^8 K.

Processo Triplo-alfa:

Evolution of the Sun

Figura 3: Diagrama H-R mostrando a trajetória evolutiva do Sol

Copyright Terry Herter 1995-2003

Quando a estrela passa a queimar o He de forma quiescente ela perde a luminosidade e diminui o raio. Ao consumir boa parte de seu He central o núcleo passa a ser composto predominantemente por C e O com seus elétrons degenerados. Novamente, o núcleo central contrai e as camadas externas expandem convertendo o H em He. Esta nova fonte de energia permite que a estrela expanda e esfrie entrando assim no ramo assintótico das gigantes vermelhas onde ocorre o segundo processo de dragagem. A matéria próxima à base da camada de queima de H é puxada para fora com a expansão da própria camada e assim resfria-se cessando a queima de H. Eventualmente, o material de queima He tem sua taxa de reação diminuída uma vez que se resfria enquanto expande. No fim da queima quiescente do He o H vai lentamente se acendendo e posteriormente passa a ser novamente a fonte predominante de energia. Durante estas pulsações há uma considerável perda de massa que pode atingir 10^{-5} massas solares por ano. As pulsações prosseguem até que a quantidade de massa na estrela não seja suficiente para a queima do He. Isto termina num supervento que origina a nebulosa planetária. Esta estrela é o que sobrou do núcleo de sua progenitora, a gigante vermelha, e portanto muito brilhante e quente. Com o tempo ela resfria-se tornando-se uma anã branca.

Para estrelas de baixa massa existem dois tipos básicos de mudanças nas abundâncias observadas na fotosfera das componentes frias destes sistemas. A primeira delas é devido ao primeiro processo de dragagem que ocorre no ramo das gigantes vermelhas, onde existe um crescimento interno do envelope convectivo que produz uma mistura de elementos processados no interior da estrela para a superfície. Este material é rico em nitrogênio devido ao ciclo CN que converte carbono em nitrogênio mas não altera a abundância de oxigênio. Isto resulta numa abundância de nitrogênio maior às custas do carbono, enquanto as abundâncias O e C+N permanecem constantes. O segundo processo de dragagem ocorre em AGBs com núcleos massivos que têm seus elementos processados na base do envelope convectivo produzindo um aumento na abundância do N. Uma outra mudança na abundância é esperada como consequência da terceira dragagem no ramo assintótico das gigantes vermelhas (AGB) para estrelas de baixa massa. Neste caso uma camada de queima de hélio sofre pulsos térmicos produzindo carbono e elementos do processo s que são misturados à superfície (Schmid & Nussbaumer [51]).

1.3.2 Sistemas Duplos

A evolução estelar de um sistema binário com suas componentes próximas é diferente da de uma estrela isolada que é descrito na seção anterior. Definimos um sistema binário com componentes próximas como sendo aquele no qual a transferência de massa de uma componente para outra ocorre após a exaustão do hidrogênio mas antes da ignição do hélio (Iben[23]). Estas estrelas não sofrem o *flash* de He e nem adentram o ramo AGB das variáveis pulsantes. Mas em contrapartida como consequência de perdas de massa e episódios de acreção apresentam uma variedade de caminhos possíveis em suas trajetórias evolutivas que não ocorrem com estrelas isoladas. Estes caminhos são determinados de acordo com a massa inicial do sistema, razão das massas, separação orbital das componentes e composição química das mesmas.

Podemos entender fatores críticos como perda e razão das massas ao pensarmos numa superfície com potencial zero em volta das componentes do sistema binário denominado de lóbulo de Roche. Este tem o formato do oito, e suas dimensões lineares sobre cada estrela são proporcionais a raiz quadrada da massa da estrela. Quando uma das estrelas preenche o lóbulo (secundária), matéria é transferida para sua companheira denominada de primária. Em alguns casos um disco de acreção será formado e matéria fluindo para o disco será acretada pela companheira. Em outros casos a matéria acretada pela companheira vai transbordar o lóbulo de Roche e formar um envelope comum entre as estrelas que excede a superfície de potencial zero até que o envelope seja totalmente expelido do sistema.

O período de queima do He da estrela secundária tem duração comparável a sua vida na sequência principal. Isto significa que antes da primária completar sua fase de queima de He, a secundária irá completar sua evolução na sequência principal, exaurir H no seu centro e preencher o lóbulo de Roche. Desta vez como a primária não consegue acretar matéria sem extravasar o lóbulo de Roche haverá novamente a formação de um envelope comum até que a secundária tenha perdido boa parte de seu material rico em H. Assim, temos duas estrelas queimando He. O processo repete-se ao ponto em que resta um núcleo de He convertido em C e O com uma fina camada de H o circundando. A configuração final para a maioria dos sistemas binários constitui de 2 anãs brancas degeneradas compostas predominantemente por He.

As estrelas simbióticas encontram-se no grupo de sistemas binários de componentes distantes. Nestes sistemas assim como no anterior, pode haver uma mudança na abundância devido a transferência de massa. Uma gigante fria de um sistema binário de longo período

($P > 100$ dias) pode ter, num estágio anterior, se beneficiado da matéria de sua companheira gigante vermelha que agora tornou-se uma anã branca. Portanto, a estrela receptora passa a apresentar abundâncias peculiares que não possuem nenhuma causa intrínseca aparente (Schmid & Nussbaumer [51])

1.4 Sistema de Classificação

A classificação que divide as estrelas simbióticas em dois tipos (s e d) foi introduzida por Webster e Allen [57], pois algumas estrelas simbióticas apresentam um excesso no infravermelho originado de um casca extensa de poeira. Assim, podemos distinguir os sistemas simbióticos em (tipo d) e sem (tipo s) este excesso de infravermelho, s vem de *stellar* (estelar) e o d de *dust* (poeira). As estrelas do tipo s possuem uma gigante vermelha normal como componente fria do sistema. Enquanto que as do tipo d possuem uma estrela do tipo mira como companheira secundária. Esta última pulsa violentamente gerando uma casca de poeira ao seu redor. Outra característica marcante que distingue estas duas classes, é que as estrelas do tipo s possuem um período orbital mais curto, menos de 5 anos, ao passo que as de tipo d são mais lentas, apresentando períodos orbitais maiores do que 5 anos. Estes dados podem ser encontrados na tabela 1.

Características	Tipo s	Tipo d
Excesso no infravermelho	Não	Sim
Estrela do tipo Mira	Não	Sim
Período Orbital	$P < 5$ anos	$P > 5$ anos
Temperatura média da componente fria	$T \simeq 3\,000\text{ K}$	$T < 3\,000\text{ K}$
Temperatura da fonte quente	$75\,000\text{ K}$	$60\,000\text{ K}$
Densidade eletrônica da nebulosa de emissão	10^9 cm^{-3}	10^7 cm^{-3}

Tabela 1: Características dos tipos s e d

Como podemos constatar pela figura 1, a maior parte das estrelas simbióticas (80 %) são do tipo s. Suas distribuições angulares no céu possuem uma tendência de concentração

Figura 4: Diagrama H-R

para o plano galáctico , numa maneira semelhante as gigantes de campo, novas galácticas e nebulosas planetárias (Kenyon [24]).

Observando a figura 4 podemos dizer que as estrelas do tipo d são mais frias do que as do tipo s. Esta classificação é baseada em medidas feitas no infravermelho próximo, pois no visível a casca circum estelar e a fonte quente geralmente contaminam as medidas da componente fria. O número de estrelas simbióticas aumenta no sentido dos tipos espectrais mais tardios, sendo que o tipo M é que predomina entre estes sistemas (figuras 5 e 6). No entanto, isto pode ser um efeito seletivo que favorece a identificação do fenômeno simbiótico sobre os espectros de gigantes do tipo tardio, quando o espectro de emissão é relativamente mais intenso (Tanco Medina & Steiner [20]) . Os sistemas simbióticos amarelos por sua vez, estão concentrados nas regiões de $v-k$ menores o que indica que suas estrelas secundárias são mais quentes. Este resultado já era esperado uma vez que possuem estrelas do tipo espectral G e K.

Na figura 4 está o diagrama H-R de todas as estrelas do catálogo de Belczynski et al [5]

Figura 5: Histograma do tipo espectral para tipo s

Figura 6: Histograma do tipo espectral para tipo d

Figura 7: Gráfico de cor e magnitude absoluta para as estrelas simbióticas amarelas desta amostra.

usando os filtros B e V. A legenda na figura 4, que diz tipos s ou d significa que há uma divergência entre os autores quanto a classificação s ou d para estas estrelas. Observamos na figura 4, assim como na figura 7, que as estrelas do tipo d estão mais deslocadas para o vermelho. Isto ocorre pelo fato destas simbióticas possuírem um excesso em infravermelho.

1.5 Seleção da Amostra

Como critério fundamental para a seleção da amostra estamos utilizando as estrelas simbióticas amarelas austrais do catálogo de Belczynski et al [5], isto é, estrelas simbióticas com latitudes galácticas abaixo de 0 graus, portanto, pertencentes ao hemisfério Sul e com tipos espectrais F ou G. Ao todo temos 20 estrelas com estas características, sendo que 3 destas, LIN 358, SMC 2 e SMC N73 são da Pequena Nuvem de Magalhães e foram observadas apenas

com o satélite I.U.E..

Das 20 estrelas da amostra 2 delas não possuem linhas de diagnóstico no visível (V 840 Cen e V 417 Cen) e portanto, não determinamos suas abundâncias. Outra estrela que restringe um pouco mais a amostra é BD-21 3873 pois seu espectro apresenta muitas linhas de absorção que impossibilitam a medida das linhas da série de Balmer fundamentais para corrigirmos a extinção interestelar.

As estrelas LT Del e Hen 3-863 não possuem linhas de [O III], isto impossibilita a obtenção de abundâncias de O, Ne, N, S e Ar pois todas estas são calculadas pelo método dos ICFs que depende inicialmente do valor do oxigênio. Assim, estimamos apenas a abundância do He para estas duas estrelas.

Na região do U.V. a amostra é de 12 estrelas, sendo que dentre estas BD-21 3873, V 417 Cen, MWC 960, LIN 358 e SMC 2 não possuem linhas de diagnóstico apropriadas para o cálculo de abundâncias. Sendo assim, finalizamos a amostra U.V com 7 estrelas onde é possível obtermos as razões de abundâncias C/N e O/N . A amostra com espectros no visível encerrou-se com 16 estrelas onde determinamos para 14 destas, as abundâncias de O, Ar, He, N e S e as outras duas (LT Del e Hen 3-863) apenas a abundância do He.

1.6 Objetivos do Trabalho

O objetivo deste trabalho é de contribuirmos para o estudo das abundâncias químicas de nebulosas simbióticas amarelas do hemisfério sul. Estas são pouco exploradas, e portanto a maior parte dos trabalhos existentes atualmente referem-se às estrelas boreais. Os objetos são selecionados a partir do catálogo de Belckzynski et al [5] e observados com os telescópios de 1.6 m do LNA e 1.52 m do ESO. Como complemento ao trabalho, estudamos os espectros das estrelas da amostra no U.V. obtidos pelo satélite IUE.

No capítulo 2, temos uma abordagem dos aspectos observacionais dentre eles a coleta e redução dos dados.

No capítulo 3, discutimos a determinação de parâmetros físicos e abundâncias químicas.

No capítulo 4 fazemos uma análise de erros dos fluxos e abundâncias obtidas.

Já no capítulo 5 apresentamos os resultados e discussões das abundâncias iônicas, elementais e as comparamos aos da literatura.

Por fim, no apêndice temos os espectros dos objetos observados da amostra.

2 Observação e Redução dos Dados

2.1 Instrumentos

Todos os espectros dos objetos da amostra visível deste trabalho são obtidos com os telescópios e instrumentos do LNA (Laboratório Nacional de Astrofísica, Brasil) e ESO (*European Southern Observatories, La Silla Chile*). Os dados do LNA foram colhidos por Escudero, Costa, Luna e Calbo e os do ESO por Idiart. Em ambos os telescópios extraímos os dados com espectrógrafos Cassegrain. O espectrógrafo Cassegrain do LNA está mostrado na figura 8. Os dados dos instrumentos utilizados encontram-se na tabela 2.

Figura 8: Esquema do espectrógrafo B&C Cassegrain

(retirado de www.lna.br)

Telescópios/Instrumentos	LNA	ESO
Diâmetro do espelho (m)	1.6	1.52
Razão focal (foco Cassegrain)	f/10	f/14.9
Densidade de linhas de rede de difração (1/mm)	300	600
Dispersão da rede de difração ($A^\circ/pixel$)	4.4	2.2
Ângulo de Blaze (A°)	6400	5500

Tabela 2: Instrumentos utilizados nas observações.

Extraímos os espectro I.U.E já devidamente reduzidos na base de dados disponível no site <http://archive.stsci.edu/cgi-bin/iue> onde selecionamos os espectros com os fluxos de linhas espectrais no intervalo $1050A^\circ - 1980A^\circ$ (SWP). Após baixá-los na internet, aplicamos a correção de avermelhamento E(B-V) (obtida a partir dos espectros no visível) a cada espectro. Medimos as linhas de diagnóstico necessárias para determinarmos as abundâncias CNO das simbióticas amarelas (tabelas 6 e 7).

O satélite I.U.E enviou dados à Terra por mais de 18 anos até o fim de sua vida útil em 1996. O modelo do telescópio a bordo do I.U.E é um Ritchey-Chretien Cassegrain de 45 cm. Acoplado a ele está um espectrógrafo Echelle que abrange as regiões espectrais de $1050A^\circ - 1980A^\circ$ e $1800A^\circ - 3350A^\circ$ com uma resolução em alta dispersão de $0.08A^\circ$ em $1400A^\circ$ e $0.17A^\circ$ em $2600A^\circ$ e em baixa dispersão de aproximadamente $6A^\circ$ em $1500A^\circ$.

O erro médio para as linhas mais intensas é de 20 % mas pode ser maior para linhas mais fracas que tem baixa razão sinal ruído (Meier et al [37]). Além disso, a câmera SWP, a partir de 1978 até 1988 teve uma degradação em sua sensibilidade que em alguns casos, como entre $1500A^\circ$ e $1800A^\circ$ chegou a mais de 10% (Bohlin & Grillmair [7]) , tornando assim as incertezas nas intensidades das linhas dos espectros ainda mais significativas.

2.2 Redução dos Dados

A redução dos dados é feita usando os pacotes do IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*). Com estes pacotes é possível fazermos uma redução completa dos espectros, que envolve obtermos as correções de BIAS, *flat-field*, extração do perfil espectral, calibração em comprimento de onda e fluxo, avermelhamento e determinarmos os parâmetros físicos e as abundâncias nebulares.

A primeira correção citada, o BIAS, consiste em corrigirmos o ruído interno de leitura

do CCD, isto é obtido fazendo uma exposição com o diafragma fechado. Assim, temos um certo número de contagem de píxeis devido à descarga do CCD. Efetuamos em média 30 extrações de imagens com 1 segundo de exposição por noite observada. Combinamos estas 30 imagens com o cuidado de retirarmos os píxeis muito intensos ou defeituosos (quentes ou frios). O passo seguinte é obtermos uma única imagem média das demais que é então subtraída de todas as outras. Desta forma corrigimos o ruído de leitura do CCD para as imagens analisadas.

O passo seguinte, o *flat-field* é feito colocando uma tela iluminada por uma luz branca na frente da objetiva do telescópio. A luz entra por esta última, percorrendo todo o caminho óptico, passando pelo espectrógrafo até o CCD. Este processo é necessário para que possamos normalizar a resposta dos píxeis em relação a contagem de fótons. Para tanto, dividimos cada *flat-field* pelo valor médio normalizado dos *flat-fields* combinados preservando deste modo, o número correto de contagens de píxeis.

A extração do perfil espectral consiste em corrigirmos os efeitos de dispersão da luz da estrela na atmosfera, o desalinhamento do eixo de dispersão provocado por trepidações do telescópio, aquecimento do ambiente, mal alinhamento da rede de difração com as colunas do CCD e por fim subtrairmos o fundo de céu da imagem analisada. Por causa do efeito da dispersão da luz na atmosfera a imagem difratada na rede do CCD se alarga espacialmente em demasia, e desta forma, ocupa várias colunas da matriz (5 a 20), para eliminarmos este problema somamos estas colunas. Em seguida, subtraímos o fundo de céu para não contaminarmos a imagem com dados espúrios e por fim, corrigimos o desalinhamento do eixo de dispersão em relação as colunas do CCD.

Para efetuarmos a calibração em comprimento de onda precisamos ter em mãos os espectros dos objetos desejados e lâmpadas de linhas. Primeiro identificamos as linhas nos espectros das lâmpadas. Em seguida obtemos um polinômio de transformação de píxel para comprimento de onda e por último aplicamos a solução obtida aos espectros das estrelas.

A calibração em fluxo é feita transformando as medidas de contagens de píxeis em medidas de fluxos usando uma função sensibilidade para o CCD. Ela é criada ao compararmos as contagens obtidas de estrelas padrões com os fluxos destas estrelas na literatura, no intervalo de comprimento de onda observado. Assim, ajustamos um polinômio que melhor representa as contagens observadas com as da literatura. Em seguida aplicamos a função sensibilidade aos espectros das estrelas simbióticas.

2.2.1 Cálculo da Extinção Interestelar

A extinção interestelar também chamada de avermelhamento, é causada pela absorção e espalhamento da luz das estrelas pela poeira interestelar. Manifesta-se sobre os espectros de maneira não uniforme variando de acordo com o comprimento de onda da radiação. A quantidade de luz de uma fonte que brilha através do meio interestelar é reduzida de acordo com a equação 23 (Osterbrock [44]):

$$I_{\lambda} = I_{\lambda 0} e^{-\tau_{\lambda}} \quad (23)$$

$$\frac{I(\lambda)}{I(H\beta)} = \frac{F(\lambda)}{F(H\beta)} e^{c[f(\lambda)-f(H\beta)]} \quad (24)$$

Na equação 23, $I_{\lambda 0}$ é a intensidade da linha que seria recebida na Terra se não houvesse extinção interestelar na linha de visão da estrela observada, I_{λ} é a intensidade da linha observada e τ_{λ} a profundidade óptica no comprimento de onda da linha observada. Como as propriedades ópticas da poeira são parecidas em todas as regiões do meio interestelar, a forma da dependência da extinção com o comprimento de onda é aproximadamente a mesma para todas as estrelas de forma que apenas a quantidade de extinção varia, esta é dada por $\tau_{\lambda} = cf(\lambda)$, onde a constante c é diferente para cada estrela mas $f(\lambda)$ não muda (Osterbrock [44]).

Escrevendo a equação 23 na forma da equação 24 temos que $I(\lambda)$, $I(H\beta)$ são as intensidades nos comprimentos de ondas λ e em $H\beta$ respectivamente; $F(\lambda)$, $F(H\beta)$ são os fluxos medidos em λ e em $H\beta$, c é a extinção em $H\beta$ (expressa de forma logarítmica) e $f(\lambda)$ a curva de extinção interestelar que neste trabalho corresponde à de Cardelli et al [11].

Devemos calcular o avermelhamento, para cada estrela, e aplicar esta correção aos fluxos das linhas medidos antes de encontrarmos as abundâncias dos elementos da nebulosa. Neste trabalho, usamos o método de Netzer [41], para obtermos a extinção interestelar, que utiliza as linhas de recombinação da série de Balmer do H por serem intensas e pouco sensíveis à temperatura. Sendo assim, podemos fazer correções de extinção mesmo em nebulosas com temperaturas mal determinadas (Pacheco & Costa [46]).

No entanto, existe uma limitação no caso das nebulosas simbióticas. Como são objetos

de alta densidade, o caso A, referente às nebulosas transparentes à série de Lyman não é válido (Osterbrock [44]). As estrelas simbióticas em geral, pertencem ao caso B, referentes às nebulosas opacas à série de Lyman e transparente às demais (Costa [12]). Além disto, precisamos considerar a possibilidade de auto-absorção nas linhas da série de Balmer.

Netzer [41] calculou as razões $H\alpha/H\beta$ e $H\beta/H\gamma$ para condições de auto-absorção, também considerando os efeitos colisionais e parametrizando os cálculos em termos da profundidade óptica na linha $H\alpha$. Para empregarmos seu método, medimos os fluxos das linhas $H\alpha, H\beta$ e $H\gamma$ (linhas da série de Balmer do H não desavermelhadas) dos espectros já reduzidos, através das etapas mencionadas nesta seção. Para cada estrela obtemos uma média do valor do fluxo de cada linha e calculamos as razões $H\alpha/H\beta$ e $H\beta/H\gamma$. Em seguida, com estes dados plotamos $\log(H\alpha/H\beta)$ versus $\log(H\beta/H\gamma)$ (figura 9). Sobre esta última, colocamos as curvas teóricas de avermelhamento e auto-absorção de Netzer [41]. Com isto, deslocamos os pontos em retas paralelas à reta de avermelhamento até encontrarmos as curvas teóricas. Estes pontos de encontro permitem que determinemos $\log[I(H\alpha)/I(H\beta)]$ (medido com a reta paralela ao vetor de avermelhamento e traçando uma reta deste ponto, paralela ao eixo y, até o eixo x) como também a profundidade óptica em $H\alpha$ (medida sobre a curva teórica, no ponto em que o vetor de avermelhamento encontra com o objeto).

Para facilitar a obtenção do excesso de cor transformamos a equação 24 na 25 de acordo com a curva de extinção interestelar de Cardelli et. al. [11]. Após obtermos o valor do avermelhamento, usamos a equação 24 (Osterbrock [44]) para corrigirmos os fluxos das linhas dos espectros dos objetos. Todos fluxos apresentados neste trabalho estão devidamente desavermelhados.

A correção de avermelhamento para os espectro U.V. não pode ser feita como é usualmente usado na literatura, pela banda centrada em $2200\text{\AA}$ pois esta região está sujeita a fortes ruídos na maioria dos espectros aqui analisados. Assim, optamos por usar o mesmo avermelhamento determinado pelos espectros no visível.

$$\log \frac{F(H_\lambda)}{F(H_\beta)} = \log \frac{I(H_\lambda)}{I(H_\beta)} - 0.4E(B-V) \left[\frac{A_{H_\lambda} - A_{H_\beta}}{E(B-V)} \right] \quad (25)$$

Na tabela 3 temos $E(B-V)$ para as estrelas simbióticas amarelas desta amostra calculados a partir dos espectros obtidos no LNA (segunda coluna) usando a expressão 25. Na coluna

Figura 9: Razões de linhas $H\alpha/H\beta$ versus $H\beta/H\gamma$ construídos de acordo com o modelo de auto-absorção de Netzer [41] e parametrizados em $\tau(H\alpha)$, figura retirada de Costa [12].

Estrelas	LNA	Literatura
LIN 358		0.08 [40]
WRAY 15-157	0.75	
AS 210	0.38	
AS 201	0.4	
V 417 Cen		1.0 [59]
BD-21 3873	0.61*	
CD-43 14304	0.33	
LT Del	0.06	
AS 255	0.96	
<i>StH</i> α 190	0.03	
MWC 960		0.7 [39]
AS 269	2.04	
HD 330036	0.61#	
V 840 Cen		0.3 [14]
Hen 3-863	0.52	
Hen 3-1591	0.75**	
SS 73 29	0.31	
WRAY 16-377	0.75	
SMC 2		0.09***
SMC N73		0.09 [40]

Tabela 3: Valores de $E(B-V)$ para as simbióticas amarelas deste trabalho (os asteriscos estão comentados ao longo do texto).

3 da tabela 3, há valores de $E(B-V)$ pesquisados da literatura, estes são necessários uma vez que nem sempre observamos as linhas de Balmer nos espectros. Sendo assim, precisamos recorrer a outros autores que tenham obtido $E(B-V)$ por métodos distintos do decremento de Balmer. Não observamos as estrelas da Pequena Nuvem de Magalhães SMC 2, SMC N73 e LIN 358, portanto usamos valores da literatura para desavermelharmos os espectros U.V. destes objetos. Não encontramos $E(B-V)$ na literatura para SMC 2 (***) então adotamos o mesmo de SMC N 73 por também pertencer a Pequena Nuvem de Magalhães.

BD-21 3873 (*) (ver apêndice) apresenta um espectro com muitas linhas da absorção. Estas podem influenciar nas medidas dos fluxos das linhas de emissão (absorvendo a intensidade de seus fluxo e assim acabamos medindo um limite inferior). Portanto, não podemos confiar no valor de avermelhamento que obtivemos para esta estrela.

Hen 3-1591 (**) (ver apêndice) têm uma auto-absorção elevada segundo Guiterrez-Moreno et al [22], sendo assim o valor obtido $E(B-V)$ para este objeto possivelmente não corresponde ao real.

HD330036 (#) (ver apêndice) Pela tabela 3 vemos que o valor $E(B-V)$ deste objeto (0.61) é o dobro do valor calculado por Lutz [35] (0.28). Este último valor foi obtido usando a equação 26, extraída do gráfico que relaciona o excesso de cor versus a distância para os objetos na região de HD 330036 (Lutz [35]) . Também, adotamos a equação 26 para calcularmos o avermelhamento (uma vez que as razões $H\alpha$ e $H\beta$ estão muito abaixo dos valores teóricos portanto, não podemos calcular o avermelhamento pelo decremento de Balmer), isto é feito usando o valor de distância para HD 330036 obtidas com os dados de paralaxe fornecidos pelo satélite Hipparcos que é mais preciso do que a distância estimada por Lutz [35].

$$r(pc) = 1474E(B - V) + 36 \quad (26)$$

2.3 Objetos Observados

Na tabela 4 e 5 apresentamos os dados de todas as estrelas da amostra (20 fontes). Na coluna 1 está o nome da estrela, nas colunas 2 e 3 o número de exposições realizadas para cada fonte e na coluna 4 a data em que a observação foi feita. Na tabela 5 na segunda coluna temos a data de observação pelo IUE, coluna 3 e 4 as coordenadas equatoriais e por último colunas 5 e 6 as coordenadas galácticas.

simbiótica	medidas LNA/ESO*	medidas IUE	data da obs. LNA
AS 210	4	8	12/06/2002
AS 201	4	4	14/06/2002
MWC 960	4	1	14/06/2002
StH α 190	7	6	13,16/06/2002
LT Del	2	1	24/06/2003
WRAY 16-377	4	0	24/06/2003
WRAY 15-157	2	0	12/06/2002
SS 73 29	6	0	13/06/2002 ; 25/06/2003
Hen 3-863	12	0	13,16/06/2002 ; 24/06/2003
Hen 3-1591	4	0	14/06/2002
V 840 Cen	3	0	13/06/2002
V 417 Cen	7	3	12,14/06/2002
AS 255	3	0	13/06/2002
AS 269	2,1*	0	14/06/2002 ; 9/10/2002*
LIN 358	0	2	
BD-21 3873	8	2	12,15/06/2002
CD-43 1403	5	5	13/06/2002
HD 330036	10	13	12,16/06/2002
SMC 2	0	1	
SMC N73	0	1	

Tabela 4: Número de medidas para cada objeto observado no LNA, ESO e IUE e as datas de observação no visível

simbiótica	data da obs. IUE	AR	DEC	l	b
AS 210	22/09/90;29/07/92;02/04/93;1/05/93	16:51:20	-26:0:26	355.51	11.55
AS 201	11/03/86;17/05/86	8:31:42	-27:45:31	249.08	6.97
MWC 960	22/08/92	18:47:55	-20:5:51	14.53	-8.27
StH α 190	20,26/05/93;22/09/90	21:41:44	2:43:54	58.42	-35.43
LT Del	14/06/90	20:35:57	20:11:27	63.4	-12.15
WRAY 16-377		18:10:29	-28:7:41	3.43	-4.33
WRAY 15-157		8:6:34	-28:31:60	246.60	1.95
SS 73 29		11:8:27	-65:47:21	292.63	-5.0
Hen 3-863		13:7:43	-48:0:19	305.75	14.78
Hen 3-1591		18:7:32	-25:53:43	5.07	-2.68
V 840 Cen		13:20:46	-55:50:35	307.08	3.8
V 417 Cen	09/04/95	14:15:59	-61:53:49	312.71	-0.64
AS 255		17:57:8	-35:15:37	355.79	-5.32
AS 269		18:3:23	-32:42:22	358.67	-5.2
LIN 358	22/11/93	00:59:13	-75:05:18	302.26	-42.03
BD-21 3873	23,26/02/96	14:16:34	-21:45:50	327.88	36.95
CD-43 1403	09/10/79;15/05/91	21:0:6	-42:38:45	358.66	-41.10
HD 330036	25/09/79;8/10/79;27/06/80;05/04/81;26/07/84	15:51:15	-48:44:58	330.78	4.15
SMC 2	17/05/93	00:42:48	-74:41:59.9	303.70	-42.42
SMC N73	16/05/93	01:04:39	-75:48:25	301.85	-41.29

Tabela 5: Coordenadas dos objetos observados no LNA, IUE e ESO e suas datas de observação no U.V.

2.4 Fluxos das Linhas

Trabalhamos com espectros de baixa dispersão, isto resulta num alargamento das linhas sendo basicamente devido ao espectrógrafo usado, e portanto não a mecanismos internos ao próprio gás da nebulosa emissora. Muitas vezes não conseguimos separar os fluxos de duas linhas próximas entre si. Precisamos, então recorrer a um algoritmo de deconvolução para separá-las. Este baseia-se no uso de várias gaussianas com vínculos fisicamente aceitáveis como diferenças de comprimentos de ondas previamente conhecidos entre linhas ou razões de intensidades previstas pela teoria atômica (Costa [12]). Nas sub-seções seguintes temos as tabelas dos fluxos medidos no U.V. e no visível.

2.4.1 Ultravioleta

A conversão dos fluxos U.V. para a escala do visível ($I_{H\beta} = 100$) é feita usando a linha He II $1640A^\circ$ mediante a relação 28 onde adotamos a razão teórica $HeII(\lambda 1640/\lambda 4686) = 6.8$:

$$\frac{X}{H\beta} = (X/HeII\lambda 1640)(HeII\lambda 1640/HeII\lambda 4686)(HeII\lambda 4686/H\beta) \quad (27)$$

$$\frac{X}{H\beta} \simeq 6.53 \left(\frac{X}{HeII(\lambda 1640)} \right) \quad (28)$$

Devemos usar esta equação com cautela, uma vez que simbióticas são objetos variáveis, e as medidas U.V. do I.U.E. estão separadas por cerca de 10 anos das medidas no visível. Os valores para os fluxos U.V. medidos em relação ($I_{H\beta} = 100$) estão nas tabelas 6 e 7.

	AS 210	AS 201	BD-21 3873	CD-43 14304	LT Del	StH α 190	MWC 960
N V 1240	3.1		14.9	0.9	4.9		6.8
Si IV 1393-1402	1.0					19.9	1.2
O IV] 1406	1.3		3.7	2.0	6.3		
N IV] 1487	0.2	8.3	6.4	0.6	3.8	45.9	5.4
C IV 1550	7.6	101.7	15.9	1.6	12.3	128.8	129.3
O III] 1661	0.1	8.0	0.2	0.1	0.8		
N III] 1747-1754	0.1	15.7	0.1	0.1	0.5		
Si III] 1892	0.4	5.4				18.5	
C III] 1906-1909	2.6	149.1		0.2	0.3	135	

Tabela 6: Medidas dos fluxos U.V. em relação $H\beta=100$

	HD 330036	SMC 2	SMC N73
N V 1240		2.9	3.0
Si IV 1393-1402			
O IV] 1406	4.6	0.6	0.9
N IV] 1487	7.9		0.2
C IV 1550	123.7		12.8
O III] 1661	9.8		0.2
N III] 1747-1754	13.01	0.8	0.4
Si III] 1892			
C III] 1906-1909	45		2.2

Tabela 7: Medidas dos fluxos U.V. em relação $H\beta = 100$ (continuação)

2.4.2 Visível

Representamos os fluxos no visível em relação a $H\beta = 100$. Estes resultados encontram-se nas tabelas 9, 10, 11, 12, 13 e 14.

	WRAY 15-157	AS 210	AS 201	BD-21 3873	CD-43 14304	AS 255	<i>StHA</i> 190
[OII] 3728		4.9			0.7	5.1	
[Fe V] 3795	2.8	2.8		78.1	2.9	3.6	
[Ne III] 3869		17.6					
[Ne III] 3967		24.7					
[S II] 4068	6.9	2.0	17.3	4.4	0.5	1.4	
H δ 4101		31.0		25.2	22.3	38.7	27.9
[Fe V] 4180	2.6	0.7		97.2	0.4	5.4	4.6
H γ 4340	64.2	5.32	56.39	76.46	38.58	51.65	43.22
[O III] 4363	86.7	17	9.7	51.9		0.3	95.2
He I 4471	15.0	1.9	22.9	116.9	1.8	15.4	17.5
[Ar V] 4625	44.2		9.7	74.5	3.8	25.4	
N III 4640	34.6		21.0	88.7			10.7
C II 4647			13.2		0.6		5.6
[Fe III] 4657	7.87		4.7	13.62	0.48		0.87
He II 4686	16.2	66.5	15.6	85.6	44.9	123.2	5.3
[Fe III] 4701							
[Ar IV] 4711							
[Ne IV] 4724		1.8					
[Ar IV] 4740	2.0			30.2		2.4	10.0
H β 4861	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III] 4959	59.2	43		36.0			179.7
[Fe VI] 4972				28.7		10.3	
[OIII] 5007	148.67	5.93	23.4			0.73	527.3
He 5015				27.28		13.77	
Si III 5041	2.5			20.2		2.3	
[Fe VI] 5176		1.7	12.0	41.3	0.3		5.2
[Ar III] 5191	6.2			27.3	3.0	5.4	7.7
[NI] 5200	10.9	1.9	10.3	100.2		11.5	9.5
[Fe III] 5270		0.6	4.9	22.2			
[Fe VI] 5277		2.7		33.8	4.3		7.4
[Ca V] 5309	1.9	2.9	9.5	63.7	4.4		10.4

Tabela 9: Fluxos no visível em relação $H\beta = 100$

	WRAY 15-157	AS 210	AS 201	BD-21 3873	CD-43 14304	AS 255	StHA 190
[C II] 5323				87.0			
[Fe VI] 5335	9.1	1.4	7.9		0.4	4.2	5.2
He III 5411		5.8			3.8	8.4	
[Fe VI] 5423.26	7.3		4.7	32.0		6.4	5.8
[Cl III] 5517			3.1	29.8	1.0		3.2
[Cl III] 5538			2.8	31.7	1.7		
[O I] 5577	4.6		2.6	13.2	0.9	5.8	2.8
[Fe VI] 5630	5.2	2.4	5.1	33.8		2.7	5.9
[Fe VI] 5677	8.9	1.6	4.9	38.5	1.2	3.5	7.8
[Fe VI] 5721	8.0	9.2	3.89	40.85	2.03	9.77	6.29
[N II] 5754	6.6	0.4		37.2		6.7	
C IV 5801	5.2	3.6		20.1			
C IV 5812			2.6	15.6			
He I 5876	17.8	4.7	18.8	116.8	9.4	8.8	28.0
[Mn V] 5891							
[Fe VII] 6086		12.2		8.4	1.4	2.9	0.3
[O I] 6300	3.2	3.4	2.5	13.7	0.7		5.3
[S III] 6312	2.7	2.6	2.9	6.4		1.5	5.6
[O I] 6363		0.7	0.9		0.8		
[Ar V] 6435	1.2	3.9	0.6	10.7	0.7	3.8	
[N III] 6548							
H α 6563	383.4	236.1	284.5	313.6	336	391.7	483.2
[N II] 6584	11.4	1.1	0.1		4.0		
He I 6678	5.4	1.3	4.7	49.1	4.2	10.9	7.8
[S II] 6716	1.1	1.7	0.3				
[S II] 6730	2.6	1.0	1.0	7.3		4.3	3.5
[Ar V] 7005		10.6	0.5			2.8	1.9
He I 7065	10.6	3.3	16.8	63.7	6.1	13.4	19.7
[Ar III] 7135	3.2	2.3	10.7		0.7	4.4	6.2
[Ar IV] 7170		1.2				1.5	
[O II] 7325		1.1	11.4	10		5.1	1.6

Tabela 10: Fluxos no visível em relação a $H\beta = 100$ (continuação)

	MWC 960	AS 269	HD 330036	Hen 3-863	Hen 3-1591	SS 73 29
[OII] 3728		25.5				7.9
[Fe V] 3795		37.9				5.8
[Ne III] 3869		0.5				5.0
[Ne III] 3967	25.1	1.7	35.4	12.4		12.6
[S II] 4068	2.0		3.6	22.1		6.9
H δ 4101	34.2	3.0	6.9	4.7	98.3	26.8
[Fe V] 4180	0.8	29.3	9.7	0.6	4.3	5.9
H γ 4340	51.7	59.1	46.7	44.2	42.2	57.2
[O III] 4363		0.4	135		1.6	0.3
He I 4471	9.3	15.5	13.3	6.1	50.2	14.2
[Ar V] 4625	3.0	18.4	4.4	1.5	34.9	7.6
N III 4640	2.5	12.7	3.3			1.6
C II 4647		1.3				13.5
[Fe III] 4657	1.2	3.4	3.3	1.9	9.0	1.4
He II 4686	74.7	2.6	16.7	32.4	39.9	148.6
[Fe III] 4701		1.3				
[Ar IV] 4711	1.6		4.4			4.8
[Ne IV] 4724			5.7		22.6	3.9
[Ar IV] 4740		5.46	8.66		18.81	0.79
H β 4861	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0
[O III] 4959			370.9		64.8	
[Fe VI] 4972	3.8	3.2		1.6		1.0
[O III] 5007		0.1	1104		194.3	1.1
He 5015	4.8	8.7		5.7		21.8
Si III 5041	4.6	2.6		0.8	5.1	
[Fe VI] 5176		0.8	1.6	2.3	3.1	2.4
[Ar III] 5191	1.9		1.5	2.1	28.1	2.0
[NI] 5200	1.9	4.1	3.6	3.5	44.5	2.8
[Fe III] 5270						
[Fe VI] 5277	1.9	6.6			44.7	13
[Ca V] 5309	5.6		8.2		33.3	6.0

Tabela 11: Fluxos no visível em relação a $H\beta = 100$ (continuação)

	MWC 960	AS 269	HD 330036	Hen 3-863	Hen 3-1591	SS 73 29
[C II] 5323		8.8		8.5		2.9
[Fe VI] 5335	4.5	2.3	1.4		9.0	2.2
He III 5411	7.2	1.1	0.6		14.4	14.6
[Fe VI] 5423.26		3.4		7.0	16.8	
[Cl III] 5517	2.1	0.2	1.4		7.6	1.6
[Cl III] 5538		2.9	4.6	0.9		3.6
[O I] 5577	2.6	4.1	2.0	1.8	9.1	3.1
[Fe VI] 5630	1.4	5.9	5.5	2.0	10.3	1.3
[Fe VI] 5677	3.3	1.5	3.0	2.2	12.2	2.3
[Fe VI] 5721	3.5	0.9	2.6	3.1	21.8	23.3
[N II] 5754	3.1		13.4	5.6		
C IV 5801		0.5		2.1		2.1
C IV 5812		0.4				
He I 5876	19.3	8.9	10.4	23.0	20.9	19.0
[Mn V] 5891						
[Fe VII] 6086	1.3	0.8		0.7	1.8	31.8
[O I] 6300	1.5	11.4	4.4		6.1	6.2
[S III] 6312	0.7		1.6	0.7		5.8
[O I] 6363	2.0	4.0	2.4		4.1	
[Ar V] 6435	0.6	0.7	1.2		3.8	3.0
[N III] 6548						
H α 6563	382.6	364.7	148.9	297.4	236.4	358.1
[N II] 6584			37.9			
He I 6678	8.2	1.2	3.3	22.0	8.0	32.1
[S II] 6716	1.5		3.1			0.8
[S II] 6730			2.5	1.0		4.1
[Ar V] 7005		3.5		0.6		2.4
He I 7065	9.1	3.2	5.9	13.8	5.4	18.7
[Ar III] 7135	1.3	1.1	7.0		3.2	3.3
[Ar IV] 7170						3.6
[O II] 7325	1.1		8.6	0.7	2.8	4.4

Tabela 12: Fluxos no visível $H\beta=100$ (continuação)

	LT Del	WRAY 16-377
[OII] 3728		
[Fe V] 3795		
[Ne III] 3869	0.5	1.6
[Ne III] 3967	7.8	3.4
[S II] 4068	0.4	1.7
H δ 4101	16.2	1.4
[Fe V] 4180	0.2	3.2
H γ 4340	41.7	47.7
[O III] 4363		15.5
He I 4471	0.1	5.2
[Ar V] 4625	0.3	2.5
N III 4640	0.8	3.3
C II 4647	0.8	2.9
[Fe III] 4657	0.5	3.3
He II 4686	14.2	8.8
[Fe III] 4701		0.8
[Ar IV] 4711	3.9	1.4
[Ne IV] 4724		2.0
[Ar IV] 4740		0.74
H β 4861	100.0	100.0
[O III] 4959		7.0
[Fe VI] 4972	0.3	0.9
[O III] 5007		21
He 5015	6.9	
Si III 5041		1.1
[Fe VI] 5176	0.4	
[Ar III] 5191	0.6	0.7
[NI] 5200		
[Fe III] 5270		
[Fe VI] 5277		
[Ca V] 5309		6.8
[C II] 5323		

Tabela 13: Fluxos no visível em relação a $H\beta = 100$ (continuação)

	LT Del	WRAY 16-377
[Fe VI] 5335	0.4	0.9
He III 5411		3.3
[Fe VI] 5423.26		0.8
[Cl III] 5517		
[Cl III] 5538		
[O I] 5577		
[Fe VI] 5630		0.4
[Fe VI] 5677		1.6
[Fe VI] 5721		4.1
[N II] 5754	0.4	4.0
C IV 5801	0.2	8.8
C IV 5812	0.1	4.6
He I 5876	24.0	15.7
[Mn V] 5891		
[Fe VII] 6086		
[O I] 6300		
[S III] 6312	0.7	
[O I] 6363		
[Ar V] 6435	0.4	1.8
[N III] 6548		
H α 6563	398.8	353.8
[N II] 6584		
He I 6678	29.9	10.8
[S II] 6716	0.2	
[S II] 6730	0.1	0.6
[Ar V] 7005		
He I 7065	25.9	10.0
[Ar III] 7135	0.87	0.86
[Ar IV] 7170	3.93	
[O II] 7325		1.82

Tabela 14: Fluxos no visível com $H\beta=100$ (continuação)

2.5 Análise dos Erros

2.5.1 Erros Estatísticos e Aleatórios

Qualquer medida de um experimento sempre tem fontes de erros não importa sua precisão. Dividimos estes erros de acordo com suas origens em sistemáticos e aleatórios. Podemos eliminar ou compensar o erro sistemático pois são erros que tornam a medida sempre acima ou abaixo do valor real. Como exemplo citamos: o método de observação, mau alinhamento do espectrógrafo, instrumento utilizado mal calibrado ou com defeito, efeitos ambientais como iluminação do local de observação ou ainda simplificação do modelo teórico implicando em ignorarmos alguns fatores que podem ser essenciais.

Neste trabalho, assumimos que os erros sistemáticos são minimizados devido a dois fatores principais: coerência dos valores de fluxos obtidos com os da literatura e homogeneidade das amostras em diferentes noites de observação. Assim, passamos a considerar apenas os erros aleatórios.

Os erros aleatórios são mais difíceis de eliminarmos uma vez que geralmente desconhecemos suas causas. As medidas acabam diferindo do valor real numa distribuição quase simétrica que aproximamos por uma gaussiana. Como exemplo de fontes de erros aleatórios citamos: subtração da contribuição do fundo de céu na medida do fluxo de uma linha, flutuações ambientais; nuvens passando na região sendo observada, temperatura do ambiente, umidade e até vibrações nos equipamentos. Neste trabalho tratamos os erros aleatórios de forma estatística, prevendo seus efeitos sobre as medidas.

Os erros aleatórios no valor das intensidades das linhas são causados por dois fatores principais: o caminho óptico percorrido pela luz e a redução dos dados do CCD. A luz da estrela ao percorrer o caminho óptico (de sua origem até o detector) é afetada por diversos fatores como o meio interestelar, atmosfera terrestre, caminho óptico do telescópio e sistema de detecção. A redução dos dados também é uma importante fonte de erros aleatórios. Podemos citar: a extração do perfil espectral, calibração em comprimento de onda e fluxo e a medida do fluxo das linhas.

Quando determinamos as razões de abundâncias elementais no visível podemos calculá-las em relação ao oxigênio, teremos assim, apenas razões entre linhas proibidas, isto permite que os erros introduzidos pelo cálculo das abundâncias elementais sejam minimizados. Outra maneira para calcularmos as abundâncias elementais no visível é por meio dos ICFs. Estes últimos são determinados por comparações entre potenciais de ionização de alguns ions as-

sumindo uma geometria simplificada da nebulosa que não considera flutuações internas de temperaturas e densidades eletrônicas. Sendo assim, são uma das maiores fontes de erros. No capítulo 3 temos uma discussão mais aprofundada dos ICFs.

Para calcularmos as razões de abundâncias elementais U.V. usamos a equação 37 (Nussbaumer [51]). Ao usar a equação 37 estamos assumindo que o gás emissor é opticamente fino, mas em muitas simbióticas os fluxos nas componentes do duplete de ressonância do C IV 1548Å^o;1551Å^o não são observados na razão opticamente fina de 2:1. Isto provavelmente introduz um erro no sentido de subestimarmos a abundância de carbono na nebulosa dos sistemas simbióticos (Nussbaumer [51]). Quando comparamos as razões de abundâncias elementais U.V. obtidas pela equação 37 com as obtidas através de cálculos por modelos sofisticados (Nussbaumer & Vogel [43]) vemos que a aproximação da equação 37 subestima as abundâncias de carbono e oxigênio em relação ao nitrogênio, sendo o erro de 15% a 30% respectivamente.

2.5.2 Cálculo dos Erros nas Medidas

Na figura 10 mostramos os erros dos fluxos medidos, através de uma relação entre a média e o desvio padrão médio dos fluxos de cada linha para todos os objetos da amostra na parte visível do espectro. Isto é realizado com os fluxos sem a correção por avermelhamento, para não introduzirmos o erro da correção por extinção interestelar. Adotamos o desvio padrão médio uma vez que nem sempre dispomos do mesmo número de espectros por objeto.

Figura 10: Erros nas medidas dos fluxos no visível

Calculamos os erros nas abundâncias iônicas do visível considerando os valores das razões de fluxos (em relação a $H\beta$) para todos espectros observados retirando a correção por avermelhamento usando a curva de extinção interestelar de Cardelli et. al.[11]. Optamos por usar as razões nos fluxos de linhas ao invés dos fluxos por si só para minimizarmos os erros observacionais, uma vez que ao contrário do que ocorre com os fluxos, as razões de linhas se mantêm independentes da magnitude do objeto observado ou das condições atmosféricas.

Nas tabelas 15 e 16 temos as abundâncias iônicas para os ions observados com seus respectivos erros. Obtemos uma média e desvio padrão para as razões de fluxos de todas as linhas medidas. O passo seguinte é somarmos e subtraírmos a média do desvio padrão de todas as razões de linhas para cada objeto analisado. Assim, temos duas tabelas: uma razão dos fluxos somados ao desvio padrão e outra razão dos fluxos subtraídos do desvio padrão. Estas duas tabelas são inseridas nas rotinas do IRAF e suas abundâncias calculadas. Os erros nas abundâncias apresentadas nas tabelas 15 e 16 são as abundâncias calculadas usando as razões de fluxos somadas ao desvio padrão, e estas são subtraídas das abundâncias calculadas

pela razão dos fluxos subtraídos do desvio padrão.

	AS 201	AS 210	HD330036	Hen3-1591	SS 7329
N II	$(9 \pm 1)10^{-6}$	$(7 \pm 1)10^{-7}$	$(2.74 \pm 0.80)10^{-5}$		
O II	$(1.43 \pm 0.80)10^{-5}$	$(1.64 \pm 0.50)10^{-6}$	$(1.67 \pm 0.53)10^{-5}$		$(1.17 \pm 0.28)10^{-4}$
O III	$(8.28 \pm 0.88)10^{-5}$	$(1.47 \pm 0.04)10^{-6}$	$(2.17 \pm 0.13)10^{-3}$	$(9.51 \pm 0.5)10^{-6}$	$(9.51 \pm 0.95)10^{-6}$
Ne IV		$(8 \pm 5)10^{-5}$			
S II	$(1.05 \pm 0.66)10^{-6}$	$(8 \pm 6)10^{-7}$	$(1.36 \pm 0.78)10^{-6}$		$(1.29 \pm 0.83)10^{-4}$
Ar III	$(2.00 \pm 0.07)10^{-6}$	$(5 \pm 2)10^{-7}$	$(3.71 \pm 0.43)10^{-6}$	$(1.95 \pm 0.20)10^{-7}$	$(4.33 \pm 0.65)10^{-6}$
Ar IV		$(1.75 \pm 0.07)10^{-6}$			$(8.12 \pm 0.01)10^{-5}$
Ar V	$(1.18 \pm 0.02)10^{-6}$				$(7.32 \pm 0.71)10^{-6}$
Ca V		$(4 \pm 2)10^{-7}$	$(1.26 \pm 0.60)10^{-6}$		$(2 \pm 1)10^{-6}$
Ne III		$(2 \pm 1)10^{-5}$			

Tabela 15: Erros nas abundâncias iônicas no visível

	StH α 190	AS 269	AS 255	WRAY 15-157	WRAY 16-377
N II		$(4.62 \pm 0.50)10^{-6}$	$(4.73 \pm 0.52)10^{-5}$	$(1.29 \pm 0.50)10^{-5}$	
O II	$(3.73 \pm 0.80)10^{-6}$	$(6.87 \pm 0.20)10^{-6}$	$(5.61 \pm 0.50)10^{-5}$		$(9.01 \pm 0.50)10^{-6}$
O III	$(7.60 \pm 0.04)10^{-4}$	$(1.83 \pm 0.12)10^{-5}$	$(4.48 \pm 0.45)10^{-6}$	$(8.07 \pm 0.36)10^{-4}$	$(1.80 \pm 0.06)10^{-4}$
Ne IV					
S II	$(4 \pm 1)10^{-5}$		$(1.26 \pm 0.40)10^{-4}$	$(3.49 \pm 0.67)10^{-6}$	
Ar III	$(3.20 \pm 0.20)10^{-6}$	$(1.94 \pm 0.04)10^{-7}$	$(4.87 \pm 0.49)10^{-6}$	$(2.69 \pm 0.03)10^{-6}$	$(3.64 \pm 0.05)10^{-7}$
Ar IV					$(3.58 \pm 0.03)10^{-6}$
Ar V			$(8 \pm 2)10^{-6}$		$(5 \pm 2)10^{-7}$
Ca V	$(1.28 \pm 0.47)10^{-6}$				$(1.34 \pm 0.37)10^{-6}$
Ne III					

Tabela 16: Erros nas abundâncias iônicas no visível (continuação)

3 Métodos de Determinação de Parâmetros Físicos e Abundâncias

O modelo adotado para explicarmos a nebulosa de emissão de sistemas simbióticos é baseado na concepção de uma estrela quente que emite radiação ultravioleta e que fotoioniza o gás da nebulosa ejetada pela gigante vermelha que compõe o sistema. Numa primeira aproximação idealizada consideramos que o gás da nebulosa é totalmente composto de H. A fotoionização do H é acompanhada pela absorção de ftons e liberação de eletrons pelo gás da nebulosa. Estes eletrons liberados são recapturados dentro da própria nebulosa num processo denominado de recombinação radiativa. O equilíbrio de ionização do gás é atingido quando o número de fotoionização é igual ao número de recombinações em cada ponto da nebulosa. A equação do equilíbrio de ionização é a 29, onde a integral representa o número de fotoionização por unidade de tempo por átomo de hidrogênio e o lado direito desta equação representa o número de recombinações por unidade de volume por unidade de tempo. Nesta mesma equação, J_ν é a intensidade média de radiação no ponto, portanto, $4\pi J_\nu/h\nu$, é o número de ftons incidentes por unidade de área por unidade de frequência, $a_\nu(H^o)$ é a secção de choque de ionização do H para ftons com frequência ν e N_H a densidade por unidade de volume do H. No lado direito da equação 29 temos que N_e e N_p são as densidades por unidade de volume de eletrons e protons respectivamente e por último temos que $\alpha(H^o, T)$ é o coeficiente de recombinação (Osterbrock [44]).

$$N_H \int \frac{4\pi J_\nu}{h\nu} \alpha_\nu(H^o) d\nu = N_e N_p \alpha(H^o, T) \quad (29)$$

Uma fonte finita de radiação de ftons U.V. não é capaz de ionizar um volume infinito do gás da nebulosa difusa, assim, se a estrela estiver numa nuvem suficientemente grande de gás deve haver uma borda externa ao material ionizado (zona neutra). Desta forma, temos duas regiões distintas na nebulosa simbiótica, uma completamente ionizada, chamada de esfera de Stromgren e outra região separada por uma fina camada de transição de um gás externo neutro.

O He também pode contribuir para a ionização da nebulosa, isto ocorre quando os ftons das estrelas que fotoioniza a nebulosa possuem uma energia superior ao potencial de ionização do He neutro (24.6 eV), ou ainda superiores ao do He^+ (54.4 eV). Como resultados, a esfera de Stromgren pode possuir mais de um tipo de estrutura de ionização dependendo do espectro

da radiação que produz a ionização e da abundância do He.

Após uma breve descrição do modelo no qual baseamos os cálculos de abundâncias, passamos nas duas próximas sub-seções a explorar a origem dos tipos mais comuns de linhas de diagnósticos de abundâncias, densidades eletrônicas e avermelhamento presentes em nebulosas de estrelas simbióticas.

3.1 Linhas de Recombinação

As linhas de recombinação observadas nos espectros das estrelas simbióticas e outros objetos como nebulosas planetárias são formadas a partir da captura de eletrons por ions para um dos níveis excitados do átomo. A partir dos níveis excitados os eletrons cascadeiam para níveis inferiores produzindo linhas de emissão em cada uma de suas transições originando linhas de recombinações ópticas (Pottasch [48]). Toda fotoionização ocorre a partir do nível fundamental, mas a recombinação pode ocorrer em qualquer nível. Se a recaptura ocorrer no nível fundamental um fóton do contínuo de Lyman é emitido, se for no nível $n=2$, um fóton do contínuo de Balmer é criado seguido por um fóton $Ly\alpha$ quando o átomo pula para o estado de menor energia. Do nível $n=3$, o átomo pode emitir um fóton de Paschen, entre outras possibilidades, mais uma transição para o segundo nível produz um fóton $H\alpha$ e um $Ly\alpha$ (Aller [2]).

Numa nebulosa simbiótica, precisamos considerar o caso do gás opticamente espesso, isto é, afirmar que numa primeira aproximação, os fotons $Ly\alpha$ não conseguem escapar da nebulosa (são muitas vezes absorvidos antes de escaparem), sendo assim podemos supor que o número de fotons do contínuo de Lyman absorvidos é igual o número de recombinações (caso B Osterbrock [44]). Neste trabalho as linhas de recombinação do H são fundamentais para estimarmos o avermelhamento dos objetos observados.

O átomo de He também contribui para a recombinação, alguns exemplo de suas linhas nos espectros observados são He I $\lambda 5876$, $\lambda 4471$ e $\lambda 6678$, sua estrutura é dividida em singlete e tripleto (figuras 15 e 16). As recapturas do átomo de He podem ocorrer tanto nos singletos quanto nos tripletos na proporção de 1 para 3 (o termo do He neutro 2^3s do tripleto é mais metaestável que o 2^2s do singlete). A recombinação do He I singlete é parecida com a do H I, e o caso B é uma boa aproximação para as linhas de Lyman do He I (Osterbrock [44]). As linhas do He também poderiam ser usadas para obtermos o avermelhamento, porém como estamos trabalhando com espectros de baixa resolução não conseguimos medir todos os fluxos

das linhas de He (são menos intensas que as do H). O átomo de He será mais discutido nas próximas seções deste capítulo.

Existem também, as linhas de recombinação produzidas por elementos mais pesados que o He e H, como estes elementos são menos abundantes com ordem de 10^{-3} e 10^{-4} da abundância do H, suas linhas são fracas e portanto, não são estudadas neste trabalho.

3.2 Linhas de Excitação Colisional

As linhas de excitação colisional, como as do [OIII] e [NII] são ferramentas fundamentais da astrofísica que nos permitem determinar as densidades eletrônicas das nebulosas simbióticas. Podemos dividir as linhas de excitação colisional em permitidas (obedecem as regras de Laporte ($\Delta l = \pm 1$), transições de dipolo elétrico, probabilidades de transição 10^3 a $10^9 s^{-1}$) e proibidas (violam as regras de Laporte, transições de quadripolo elétrico ou dipolo magnético, probabilidades de transição de $10^2 s^{-1}$ ou menores). Em nebulosas de baixa densidade, as linhas proibidas podem ser tão fortes quanto as linhas do hidrogênio, embora sejam formadas por elementos menos abundantes. Isto ocorre porque os processos colisionais são mais rápidos do que os por recombinações radiativas (Pottasch [48]). Ou ainda, como os eletrons metaestáveis, que tem energias um pouco acima do estado fundamental, são os responsáveis pela emissão das linhas de excitação colisional, estes são mais facilmente excitados uma vez que tem energias próximas à maioria dos ftons da nebulosa (1 eV). Após serem excitados para os níveis metaestáveis os eletrons podem escapar por colisões ou por emissão de linhas proibidas (Aller [2]). No entanto, a alta densidade nas nebulosas simbióticas pode fazer com que as linhas proibidas fiquem fracas relativas às demais pois a maioria das excitações são seguidas por desexcitações colisionais.

Temos uma situação diferente para as linhas U.V. uma vez que as linhas permitidas e de intercombinação dominam seus espectros. Estas últimas, violam as regras de transições do acoplamento LS, em que não há transições entre termos de diferentes multiplicidades mas obedecem as regras de Laporte. (Bowen [8]). As linhas de intercombinação são produzidas por transições de energias mais elevadas sendo portanto, visíveis apenas em espectros de altas energias.

3.3 Densidades e Temperaturas Eletrônicas

Podemos estimar a densidade eletrônica média de uma nebulosa medindo as linhas de desexcitação colisional. Para isto, escolhemos um íon e medimos duas de suas linhas emitidas por níveis distintos e com energias de excitação próximas mas com diferentes probabilidades de transição radiativa ou taxas de desexcitação colisional. Com isto podemos assegurar que as populações dos dois níveis e portanto a razão das intensidades das linhas dependem apenas da densidade (Osterbrock [44]).

Mas, as estrelas simbióticas em geral possuem uma alta densidade eletrônica podendo chegar entre 10^6 a 10^{10}cm^{-3} (Nussbaumer et. al. [43]). Tradicionalmente determinamos a densidade eletrônica pelo método mencionado acima desenvolvido por Osterbrock [44] válido para densidades eletrônicas próximas a 10^4cm^{-3} onde usamos o [SII]. No caso de estrelas simbióticas este método não é eficaz pois a nebulosa ionizada destas estrelas possui uma densidade eletrônica muito superior a este valor.

Neste trabalho determinamos a densidade eletrônica usando as linhas do [OIII] e [NII]. Estas linhas são tradicionalmente usadas para estimarmos a temperatura eletrônica da nebulosa ao invés de sua densidade. Mas, como os níveis superiores das transições observadas não diferem muito em energia, a razão de linhas não é sensível à temperatura eletrônica para o intervalo de temperaturas típicas de nebulosas simbióticas. Com isto em mente, optamos por usar o método desenvolvido por Nussbaumer [43], onde adotamos uma temperatura eletrônica típica de 12 000K, uma fonte de ionização com uma temperatura igual ou superior a 100 000 K e a densidade típica na região da emissão das linhas entre 10^6 a 10^{10}cm^{-3} . As linhas do [OIII] e [NII] são facilmente observadas na região do visível e como podemos ver pela figura 11 são resultantes de transições de dois níveis superiores com energias de excitação diferentes. Calculamos suas razões de linhas: $(\lambda 5007 + \lambda 4959)/\lambda 4363$ para o [OIII] e $(\lambda 6548 + \lambda 6584)/\lambda 5754$ para [NII] .

Na figura 11 vemos que para limites de baixas densidades (desprezando as desexcitações colisionais) toda excitação do [OIII] para o nível 1D resulta na emissão de um fóton em $\lambda 4959$ ou $\lambda 5007$ com suas probabilidades relativas de transição próximas da razão de 1 para 3. Qualquer excitação para 1S é acompanhada pela emissão de um fóton em $\lambda 4363$ ou $\lambda 2321$ (Osterbrock [44]). A equação 30 mostra as razões das emissividades das linhas do [OIII] onde ΔE é a diferença de energia entre os níveis 1D_2 e 1S_0 .

Figura 11: Diagrama de níveis do [OIII] e [NII]

(fonte: <http://tesla.phys.unm.edu/phy537/12/node3.html>)

$$\frac{j_{\lambda 4959} + j_{\lambda 5007}}{j_{\lambda 4363}} = \frac{\Omega(^3P, ^1D)}{\Omega(^3P, ^1S)} \left[\frac{A_{1S, 1D} + A_{1S, 3P}}{A_{1S, 1D}} \right] \frac{< \nu > (^3P, ^1D)}{\nu(^1D, ^1S)} e^{\Delta E/kT} \quad (30)$$

onde:

$$< \nu > (^3P, ^1D) = \frac{A_{1D_2, 3P_2} \nu(\lambda 5007) + A_{1D_2, 3P_1} \nu(\lambda 4959)}{A_{1D_2, 3P_2} + A_{1D_2, 3P_1}} \quad (31)$$

Estas equações (30 e 31) são válidas para densidades eletrônicas de 10^5 cm^{-3} , mas a altas densidades não podemos desprezar a desexcitação colisional. Portanto, devemos dividir o lado direito da equação 30 pelo fator de correção f (equação 32). Temos que $\Omega(i, j)$ é a intensidade média da força de colisão, ω_i o peso estatístico dos níveis e $A_{i,j}$ a probabilidade de transição espontânea.

$$f = \frac{1 + \frac{C(^1D, ^3P)C(^1S, ^1D)}{C(^1S, ^3P)A_{1D, 3P}} + \frac{C(^1D, ^3P)}{A_{1D, 3P}}}{1 + \frac{C(^1S, ^3P) + C(^1S, ^1D)}{A_{1S, 3P} + A_{1S, 1D}}} \quad (32)$$

onde:

$$C(i, j) = 8.63 \times 10^{-6} \frac{N_e \Omega(i, j)}{T^{1/2} \omega_i} \quad (33)$$

Usando a relação entre as emissividades das linhas do [OIII] (equações 30, 31) e [NII] corrigidas pelo fator de desexcitação colisional, construímos, como exemplo, para a simbiótica amarela WRAY 15-157 as figuras 12 e 13 com o eixo das abscissas sendo a densidade eletrônica e o das ordenadas a temperatura. Procuramos um valor nas ordenadas correspondente a uma temperatura típica de 12 000 K (Nussbaumer et. al. [43]), assim obtemos a densidade eletrônica correspondente. Em ambos os casos notamos que a densidade eletrônica é extremamente sensível às variações de temperatura.

Figura 12: Densidade e temperatura eletrônica do [NII] para WRAY 15-157

A motivação de escolhermos dois íons como indicadores da densidade eletrônica, ao invés de um, é que as razões de [NII] e [OIII] caracterizam, respectivamente, numa aproximação, regiões de baixas e altas densidades. Em regiões de baixa densidade as espécies iônicas principais são N^+ , O^+ , S^+ , enquanto que na região de alta densidade existem espécies iônicas com excitações mais altas como, O^{+2} , S^{+2} , Ne^{+2} , Ar^{+2} , Ar^{+3} (Pacheco & Costa [46]). Ou seja, quando calculamos a abundância destes íons usamos a densidade eletrônica do íon apropriado (quando não temos os fluxos das linhas do [NII] para calcularmos sua densidade usamos a do [OIII]).

Figura 13: Densidade e temperatura eletrônica do [OIII] para WRAY 15-157

3.4 Abundâncias Nebulares

Agora que conhecemos a temperatura e densidade dentro da nebulosa, a intensidade da linha observada nos permite deduzir o número total de íons dentro da nebulosa responsáveis pela emissão de determinada linha. Com estes dados podemos derivar as abundâncias de cada íon e de seus respectivos elementos.

3.4.1 Abundâncias Iônicas no Ultravioleta

No ultravioleta, as linhas mais fortes, excitadas colisionalmente são; C IV $\lambda 1550$, Si IV $\lambda 1394$, O IV] $\lambda 1406$, O III] $\lambda 1661$, N III] $\lambda 1(1747 + 1754)$, Si III] $\lambda 1892$ e C III] $\lambda(1906 + 1909)$. Como podemos observar pela figura 14 a desexcitação colisional só influencia na dependência

Figura 14: Dependência da emissividade com a densidade eletrônica para $T_e = 12000K$ (Figura retirada de Nussbaumer et. al. [42])

da densidade eletrônica para o cálculo de abundâncias relativas U.V. quando $N_e > 10^9 cm^{-3}$. Assim, no nosso caso, podemos desprezá-la.

Portanto, igualamos o número de excitações colisionais ao número de fótons emitidos. Denotando-se por J' , J os níveis fundamentais e excitados, respectivamente, e $\Omega_{J'J}$ é a força colisional e $X_{J'J}$ o potencial de excitação. A taxa de emissão a partir de ions $N(X^i)$ na transição por unidade de volume $J \rightarrow J'$ é:

$$\epsilon(JJ') = N_J(X^i)A(J, J')h\nu = N_{J'}(X^i)N_e q(J', J)h\nu \quad (34)$$

encontramos:

$$\frac{N_{J'}(X_i)}{N(H^+)} = A_{\lambda,i} 10^{d/t} \epsilon_{4,2}^o \sqrt{t} \frac{I(\lambda, X_i)}{I(H\beta)} \quad (35)$$

Os parâmetros d , t e $A_{\lambda,i}$ estão na tabela 5-3 de Aller [2] e $\epsilon_{4,2}^o$ é o coeficiente de emissão em $H\beta$:

$$\epsilon_{4,2}^o = 1.387t^{-0.983}10^{-0.0424/t} \quad (36)$$

e $t = \frac{T_e}{10000}$, adotando $T_e = 12000K$

No entanto, como apontado por Aller [2] esta aproximação não considera efeitos como o fato de que os níveis podem ser populados por recombinação.

3.4.2 Abundâncias Elementais no Ultravioleta

As linhas de diagnósticos U.V. são bastante adequadas por serem todas emitidas numa região em comum (região do He^+) e assim possuem dependências semelhantes nos parâmetros nebulares N_e e T_e . Assumimos que a equação 37 seja válida nesta região (Schmid & Nussbaumer [51]) onde $N(X^{+m})$ é a densidade por número do elemento m vezes ionizado X , e $N(X)$ é a densidade total do elemento X . :

$$\frac{N(C^{+2}) + N(C^{+3})}{N(C)} \simeq \frac{N(N^{+2}) + N(N^{+3})}{N(N)} \simeq \frac{N(O^{+2})}{N(O)} \simeq 1 \quad (37)$$

A qualidade desta aproximação melhora com o aumento da densidade eletrônica das nebulosas simbióticas e possui um limite inferior em aproximadamente $10^5 cm^{-3}$. Calculamos as razões de abundâncias elementais a partir dos fluxos desavermelhados das linhas medidas, emissividade das mesmas e pela equação 37.

Podemos saber se uma simbiótica é do tipo d ou s analisando suas linhas de emissão U.V. No caso das simbióticas tipo s , temos que são *particle bounded*, isto é, a radiação da estrela quente penetra toda a nebulosa, fazendo com que observamos predominantemente linhas com alto potencial de ionização enquanto que as de baixo potencial como $N III]$, $Si III]$ e $C III]$ e as linhas proibidas são fracas ou ausentes. O fato de não observarmos fluxos intensos nas linhas proibidas em sistemas do tipo s é devido a desexcitação colisional que ocorre em nebulosas de altas densidades.

O espectro das simbióticas do tipo d são chamadas de *radiation bounded*, isto é, a radiação não consegue penetrar toda a nebulosa, assim temos ions com baixo potencial de ionização

que originam-se das partes externas da nebulosa.

3.4.3 Abundâncias Iônicas do He no Visível

A determinação da abundância iônica do He é de fundamental importância pois é a partir dela que determinamos as abundância dos demais elementos no visível. No entanto, é mais delicada do que nos outros casos devido a sua alta taxa desexcitação colisional . Neste trabalho usamos o software Abundância Química desenvolvido por Escudero [16], que está disponível em www.astro.iag.usp.br/~escudero, para calcularmos a abundância do He.

Desprezando-se a taxa de excitação colisional temos pela teoria de recombinação que a intensidade de uma linha é dada pela equação :

$$I_{nl,n'l'} = \int \frac{1}{4\pi} n(X^r) n_e h\nu \alpha_{nl,n'l'} ds \quad (38)$$

Considerando a densidade e o coeficiente de recombinação radiativo constantes na linha de visada temos:

$$I_{nl,n'l'} = \frac{1}{4\pi} n(X^r) n_e h\nu \alpha_{nl,n'l'} S \quad (39)$$

Como muitas vezes é difícil determinarmos o valor de S (caminho que a luz percorre ao longo da linha de visada) é conveniente escrevermos a intensidade da linha em relação a $H\beta$ do hidrogênio:

$$\frac{I_{nl,n'l'}}{I_{H\beta}} = \frac{\nu_{nl,n'l'} n(X^r) \alpha_{nl,n'l'}}{\nu_{H\beta} n(X^r) \alpha_{nl,n'l'}} \quad (40)$$

Para o caso da linha $\lambda 5876$ do He I, onde α são os coeficientes de recombinação dados por Pequignot et al[17], temos:

$$\frac{I_{\lambda 5876}}{I_{H\beta}} = \frac{\nu_{\lambda 5876} n(HeI) \alpha_{\lambda 5876}}{\nu_{H\beta} n(H) \alpha_{H\beta}} \quad (41)$$

O fluxo medido na linha $\lambda 5876$ não é devido somente a recombinação do He^+ , mas também à desexcitação radiativa ocasionada pela excitação colisional do nível 2^3P do tripleto (figura 16). Os diagramas de níveis do He I encontram-se nas figuras 15 e 16. Para altas densidades, onde há desexcitação colisional, medimos uma intensidade na linha do He^+ maior do que o que obteríamos pela teoria de recombinação, para considerarmos este efeito precisamos

introduzir um fator de correção da desexcitação colisional do He^+ . O valor real considera os efeitos de excitação colisional, enquanto que o observado considera apenas o da recombinação radiativa. Os valores do coeficientes C/R podem ser encontrados em Kingdon & Ferland [25].

$$I_{\lambda 5876,M} = I_{\lambda 5876,R} + I_{\lambda 5876,C} = I_{\lambda 5876,R}(1 + C/R) \quad (42)$$

Assim:

$$\frac{n(HeI)}{n(H)} \Big|_{Real} = \frac{n(HeI)}{n(H)} \Big|_{Obs} \frac{1}{1 + (C/R)_{\lambda 5876}} \quad (43)$$

$$\Rightarrow \frac{n(HeI)}{n(H)} \Big|_{Real} = \left(\frac{I_{\lambda 5876}}{I_{H\beta}} \right) \frac{\lambda_{5876}}{\lambda_{4861}} \frac{\alpha_{H\beta}}{\alpha_{\lambda 5876}} \frac{1}{1 + (C/R)_{\lambda 5876}} \quad (44)$$

Determinamos as abundâncias iônicas dos demais elementos no visível a partir das linhas excitadas colisionalmente uma vez que, as linhas emitidas por recombinação radiativa são somente significativas no caso do hidrogênio e do hélio.

53

a aproximação de que apenas estes 5 níveis são relevantes para o cálculo dos espectros de linhas de emissão. Para cada nível excitado i , as equações de equilíbrio estatístico podem ser escritas (Osterbrock [44]);

$$\sum_{j \neq i} n_j N_e q_{ij} + \sum_{j > i} n_j A_{ji} = \sum_{j \neq i} n_i N_e q_{ij} + \sum_{j < i} n_i A_{ij} \quad (45)$$

$$\sum_j N_j = N \quad (46)$$

N_e na equação 45 é a densidade eletrônica, $i=1..5$, q_{ij} são os coeficientes das taxas de desexcitações colisionais, n_j é a fração por número do íon que está no nível j , A_{ij} são as probabilidades de transições radiativas. O primeiro termo do lado esquerdo da equação 45 representa as taxas de desexcitações colisionais dos níveis mais acima inferiores, o segundo termo fornece as taxas de transições radiativas dos níveis superiores. Do lado direito da equação 45 temos as taxas de desexcitações colisionais dos níveis mais acima inferiores e o último termo é a transição radiativa do próprio nível. Na equação 46 temos o número total de íons.

A taxa de emissão de fótons resultantes da transição do nível i para o k é dada por:

$$4\pi j(i, k) = A_{i,j} N(X^l) n_i h \nu_{ik}$$

Onde $N(X^l)$ é o número de densidade do íon, n_i é a população relativa no nível superior do íon X^l , h é a constante de Planck, ν_{ik} é a frequência da transição. Para razões de intensidades de linhas, a equação 45 depende apenas das populações relativas dos dois níveis e das constantes atômicas (Robertis et al [50]).

Quando a taxa de desexcitação colisional dos níveis superiores for igual a taxa de transição radiativa atingimos a densidade crítica do nível i . Isto é:

$$n_{cr}(i) = \sum_{j < i} A_{ij} / \sum_{j \neq i} q_{ij} \quad (47)$$

No limite de baixas densidades temos que a emissividade na linha é proporcional ao produto $N_e N(X^l)$ mas para densidades acima da crítica a emissividade é proporcional a $N(X^l)$. Assim, notamos que a emissividade na linha é mais eficiente na densidade crítica.

Derivamos as abundâncias iônicas relativas ao H^+ a partir da razão das linhas proibidas

em relação a emissividade de $H\beta$. Para as estrelas simbióticas precisamos considerar o caso B de recombinação (Osterbrock [44]) onde podemos aproximar os valores da equação 48 (Aller [2]) pela fórmula de interpolação mostrada na equação 36.

$$\epsilon_{4,2} = 4\pi j(H\beta) = 1.387 N_e N_{H^+} T_4^{-0.983} 10^{-0.0424/T_4} 10^{-25} \quad (48)$$

onde $T_4 = T_e/10^4 K$

As intensidades das linhas são obtidas de forma semelhante ao do He, mas considerando apenas a excitação colisional:

$$I = \frac{1}{4\pi} \int N_i N_e \epsilon_{2,1} ds$$

Para densidades típicas de nebulosas simbióticas encontramos a maior parte dos ions em seus estados fundamentais, isto permite que os cálculos das intensidades das linhas sejam feitos usando os coeficientes de emissividade de Mc Call [10].

Por fim, temos que as razões de abundâncias iônicas $N(X^i)/N(H^+)$ são obtida através da equação:

$$\frac{N(X^i)}{N(H^+)} = \frac{I(\lambda)j(H\beta)}{I(H\beta)j(\lambda)} \quad (49)$$

3.4.5 Abundâncias Elementais no Visível

Calculamos as abundâncias elementais no visível a partir das iônicas pelo método dos ICFs (*Ionization Correction Factors*). Porque muitas vezes não podemos determinar as abundâncias de todos os ions de um determinado elemento, uma vez que os comprimentos de onda de suas transições encontram-se em outras regiões espectrais além do visível e ultravioleta. Os ICFs são obtidos por modelos de fotoionização e através de proporcionalidades empíricas, baseadas em semelhanças existentes entre potencias de ionização de ions de elementos distintos (Costa [12]).

a. Hélio

É o cálculo de abundâncias elementais mais simples de todos, pois suas duas únicas linhas de ionização encontram-se na região visível do espectro. Assim, basta somar os dois íons He^+ e

He⁺⁺:

$$\frac{He}{H} = \frac{He^+}{H^+} + \frac{He^{++}}{H^+} \quad (50)$$

b. Nitrogênio

Os ions do N estão quase todos na região do U.V. , com exceção do [NII] que está no visível. Sabendo que o potencial de ionização do N está próximo do O, usamos o fator de correção abaixo (Peimbert & Torres-Peimbert [47]):

$$\frac{N}{H} = \frac{N^+}{H^+} \left(\frac{O}{O^+} \right) \quad (51)$$

c. Oxigênio

Apenas observamos o [OIII] e o [OII] na região do visível. Sendo que no caso deste último, é difícil de ser medido por tratar-se de uma linha fraca. Mas além destes ions o O tem o estágio de ionização, OIV] que não está no visível. Assim, precisamos introduzir um fator de correção que é obtido a partir da semelhança entre o potencial de ionização do [OIII] e He II. A abundância elemental do oxigênio é obtida usando a equação 52 (Peimbert & Torres-Peimbert [47]):

$$\frac{O}{H} = \frac{O^+ + O^{+2}}{H^+} \left(\frac{He}{He^+} \right) \quad (52)$$

d. Enxofre

Calculamos o ICF do S com os dois únicos ions observados no visível: [SII] e [SIII] e utilizando os ions [OIII] e [OII]. É de longe a abundância menos confiável neste trabalho devido ao [SIII]. Encontramos a equação 53 em Koppen [27].

Embora, tenhamos medido o S^{+2} seu valor não é confiável. Pois a linha [SIII] 6312 $\text{\AA}$ é uma transição auroral e assim sendo extremamente sensível à temperatura. Além disso, seria bom termos a medida da outra linha do [SIII] em 9069 $\text{\AA}$ mas esta se encontra no infravermelho. Portanto, optamos por calcular a abundância iônica do [SIII] a partir do [SII], [OIII] e [OII] usando a equação 54 (Kingsburgh & Barlow [26]).

$$\frac{S}{H} = \frac{S^+ + S^{+2}}{H^+} \left[1 - \left(1 - \frac{O^+}{O} \right)^3 \right]^{-1/3} \quad (53)$$

$$\frac{S^{+2}}{S^{+1}} = 4.677 + \left(\frac{O^{+2}}{O^+} \right)^{0.433} \quad (54)$$

e. Argônio

Os ions do [ArIII] e [ArIV] são observados no visível. O ICF do Ar é calculado por Pacheco et al. [45] usando os modelo desenvolvido por Aller e Czyzak 1983 [3]:

$$\frac{Ar}{H} = \frac{Ar^{+2}}{H^+} \left(1.34 \frac{O}{O^{+2}} \right) \quad (55)$$

4 Resultados

4.1 Determinação de Abundâncias Químicas

Neste capítulo, discutimos e mostramos as abundâncias iônicas e elementais no ultravioleta e visível que obtivemos neste trabalho comparando-as com dados da literatura. Por meio das técnicas e métodos do capítulo 3, derivamos as abundâncias e razões de abundâncias mostradas nas tabelas 17, 18, 19, 21, 22, 23, 24 e 26 e as densidades e temperaturas eletrônicas na tabela 20.

4.1.1 Abundâncias Iônicas Ultravioleta

Usando as equações 35, 36, tabelas de fluxos 6 e 7 e a tabela 5-3 de Aller [2] obtivemos as abundâncias iônicas das tabelas 17 e 18. Nas colunas destas últimas tabelas temos as abundâncias dos íons para cada estrela da amostra com as linhas U.V. medidas.

	SMC N73	AS 210	AS 201	BD-21 3873	CD-43 14304
N V 1240	1.92×10^{-4}	2.0×10^{-4}		9.69×10^{-4}	6.05×10^{-5}
Si IV 1393-1402		1.19×10^{-5}			
O IV] 1406	4.14×10^{-4}	6.12×10^{-4}		8.69×10^{-3}	9.28×10^{-4}
N IV] 1487	1.94×10^{-5}	4.75×10^{-5}	1.7×10^{-3}	5.62×10^{-4}	5.10×10^{-5}
C IV 1550	4.02×10^{-4}	3.84×10^{-4}	0.01	4.97×10^{-4}	4.96×10^{-5}
O III] 1661	9.2×10^{-4}	4.38×10^{-4}	4.38×10^{-4}	7.45×10^{-4}	6.14×10^{-4}
N III] 1747-1754	4.6×10^{-4}	2.86×10^{-4}	2.86×10^{-4}	9.44×10^{-5}	1.30×10^{-4}
Si III] 1892		1.55×10^{-5}	1.55×10^{-5}		
C III] 1906-1909	4.93×10^{-4}	1.70×10^{-3}	1.70×10^{-3}		4.59×10^{-5}

Tabela 17: Abundâncias Iônicas Ultravioleta

	LT Del	StH α 190
N V 1240	3.20×10^{-4}	
Si IV 1393-1402		2.37×10^{-4}
O IV] 1406	2.96×10^{-3}	
N IV] 1487	3.32×10^{-4}	4.05×10^{-3}
C IV 1550	4.14×10^{-4}	4.05×10^{-3}
O III] 1661	3.68×10^{-3}	
N III] 1747-1754	5.32×10^{-4}	
Si III] 1892		8.06×10^{-4}
C III] 1906-1909	6.06×10^{-5}	0.03

Tabela 18: Abundâncias iônicas Ultravioleta (continuação)

4.1.2 Abundâncias Elementais Ultravioleta

Determinamos as razões de abundâncias C/N e O/N usando a equação 37 de Nussbaumer et. al. [42] e tabelas de abundâncias iônicas U.V 17 e 18. Estes resultados encontram-se na tabela 19. Os espaços em branco nas colunas C/N e O/N indicam que não conseguimos medir o fluxo de linhas para estes objetos por serem linhas muito fracas ou ausentes esta última afirmação é válida para todas as tabelas deste trabalho.

Algumas das simbióticas amarelas presentes na tabela 19 também tiveram suas razões C/N e O/N determinadas por Schmid e Nussbaumer [51], como CD-43 14304 que tem uma razão de abundâncias C/N=0.52, um valor próximo do obtido por Schmid & Nussbaumer [51] (0.43). Isto indica que é um objeto pobre em metais. AS 210, por sua vez, é uma mira simbiótica rica em carbono isto é sua razão C/N é bem acima do que o valor solar de 4.8 (Schmid & Nussbaumer [51]). Também verificamos isto ao examinarmos a tabela 19.

As razões C/N e O/N variam de aproximadamente 7% e 20% respectivamente se a temperatura eletrônica variar de 12 000K a 15 000K. Abaixo de $N_e = 10^{10} cm^{-3}$ a densidade não influi nas abundâncias obtidas. Há uma incerteza adicional de aproximadamente 20% vinda da medida dos fluxos das linhas, e o carbono pode estar sendo sub estimado devido ao problema de opacidade na linha C IV (Schmid & Nussbaumer [51]).

	C/N	O/N
LIN 358		
AS 210	5.63	3.88
AS 201	1.8	1.73
BD-213873		1.13
CD-43 14304	0.52	3.4
LT Del	1.02	2.19
StH α 190	0.85	2.43
MWC 960		
HD 330036	1.21	1.28
SMC 2		
SMC N73	1.87	1.91

Tabela 19: Razões de Abundâncias elementais U.V.

Nas figuras 17 a 23 temos as razões de abundâncias C/N, O/N, C/O e N/O para 6 simbióticas amarelas da amostra deste trabalho. Uma delas pertence à Pequena Nuvem de Magalhães, SMC N73 do tipo s, e está indicada por um símbolo que a distingue das demais estrelas. O restante da amostra foi dividida em tipos s e d' conforme indicado nas legendas destas figuras. As tipo s são; CD-43 14304 e LT Del e as tipo d' são; AS 210, AS 201, StH α 190 e HD 330036.

Plotamos nas figuras 17-23 as curvas de metalicidade para visualizarmos as mudanças esperadas nas abundâncias devido ao ciclo CN. A curva quase sólida em cada um destas figuras corresponde à metalicidade solar onde $(C+N)/O = 0.68$ e a linha pontilhada à baixa metalicidade dada pela expressão $(C+N)/O = 0.45$ (Schmid & Nussbaumer [51]). A linha sólida representa $C/O=1$.

Comparamos as abundâncias das simbióticas amarelas desta amostra com a de planetárias do disco extraídas do trabalho de Pottasch [48] e cefeidas de Luck e Lambert [33] (figura 17). Notamos que as nebulosas planetárias encontram-se dos dois lados da curva $C/O=1$, sendo que a maioria está do lado dos objetos ricos em carbono. Algumas, no entanto, apresentam material processado CNO e coincidem com as estrelas G,K e M, enquanto que outras, apresentam produtos da queima do He e estão localizadas próximas as estrelas de carbono. O deslocamento das nebulosas planetárias para razões C/N maiores é provavelmente devido à terceira dragagem. Isto também ocorre nas simbióticas durante vários episódios de evolução no ramo AGB responsáveis pelo incremento de C em suas superfícies. Desta forma,

Figura 17: Abundâncias relativas C/N e O/N para simbióticas amarelas, nebulosas planetárias e cefeidas.

notamos que as razões de abundâncias C/N e O/N para simbióticas d' estão próximas às das nebulosas planetárias (Nussbaumer et al [42]). Assim, os sistemas simbióticos como AS 201 e HD 330036 são geralmente classificados como nebulosas planetárias jovens de núcleo duplo (Feibelman [18] ; Lutz [35]). Porém, como as nebulosas planetárias ocupam uma área bem maior do que a das simbióticas no plano C/N-O/N, parece ser improvável que as estrelas simbióticas como um todo sejam progenitoras diretas de nebulosas planetárias. As abundâncias CNO confirmam o modelo no qual os sistemas simbióticos seriam estrelas AGBs iluminadas por alguma fonte quente de radiação (Nussbaumer et. al.[42]).

As cefeidas assim como as componentes frias das simbióticas são estrelas de massa intermediária (4 a 8 massas solares). Desta forma sofrem enriquecimento em suas abundâncias em particular devido à segunda dragagem Becker & Iben [4]. Notamos que as cefeidas encontram-se mais à esquerda do que os outros tipos de estrelas na figura 17 por causa do enriquecimento de N devido à segunda dragagem. As abundâncias das estrelas simbióticas tipo s em geral estão associadas a das gigantes. Assim, CD-43 14304 encontra-se fora da região das planetárias e próxima das cefeidas que são estrelas mais frias. Já as do tipo d' possuem abundâncias em geral mais baixas do que as do tipo s, isto pode ser visto na figura 17, lembrando que uma estrela evolui da direita para esquerda no diagrama C/N-O/N. A simbiótica amarela SMC N73 da Pequena Nuvem de Magalhães encontra-se a direita da curva C/O=1, o que é esperado porque em geral as estrelas das Nuvens de Magalhães tendem a ser mais ricas em C dos que as estrelas da Galáxia.

Comparamos as abundâncias das simbióticas amarelas deste trabalho com a de gigantes frias e anãs frias (figura 18 e 19). As abundâncias das gigantes G,K e M foram obtidas a partir de Lambert e Ries[30], as anãs G e K de Reddy et al [49] e por fim as gigantes M de Smith e Lambert[53]. Notamos que as anãs G e K estão mais a direita na figura 18 e mais a esquerda na figura 19 quando comparadas às gigantes G e K. Isto deve-se provavelmente, ao fato das anãs G e K terem menos N em suas atmosferas do que as gigantes por sofrerem processos de dragagem menos intensos e mais demorados.

Podemos distinguir dois grupos de simbióticas amarelas a partir das curvas plotadas na figura 18. Um grupo apresenta produtos do ciclo CN e está situado próximo a curva de baixa metalicidade e metalicidade solar. O outro grupo, está próximo da curva C/O=1, que consiste de objetos enriquecidos em carbono (Schmid & Nussbaumer[51]).

O primeiro grupo são as simbióticas amarelas do tipo s. Nestas estrelas, as abundâncias

Figura 18: Abundâncias relativas C/N e O/N para simbióticas amarelas, gigantes G,K , M e anãs G e K.

observadas na nebulosa de emissão são típicas das componentes frias dos sistemas. CD-43 14304, como foi mencionado na figura anterior, é uma simbiótica de baixa metalicidade. A amostra pode estar sofrendo um efeito de seleção para latitudes galácticas mais altas uma vez que os fluxos de sistemas simbióticos observados no disco galáctico são mais facilmente absorvidos pela extinção interestelar. Desta forma, o conjunto de simbióticas pode conter preferencialmente estrelas de baixa metalicidade. Este efeito é melhor entendido se olharmos para a figura 5 pg 172 de Schmid & Nussbaumer [51] onde temos amostras de simbióticas amarelas mais numerosas do que a deste trabalho. Além do efeito da absorção interestelar que afeta as abundâncias observadas temos o problema do efeito na profundidade óptica da linha do C IV que pode subestimar a abundância de C na nebulosa simbiótica.

O segundo grupo de simbióticas amarelas, as que apresentam um enriquecimento de C, consiste dos sistemas d'. Apresentam abundâncias CNO na nebulosa que não são compatíveis com gigantes e anãs normais de tipos espectrais G,K e M com processos CN padrões e episódios de dragagem (apenas nas gigantes G,K e M). Para uma melhor compreensão deste grupo de simbióticas plotamos as figura 20 e 21.

Plotamos as simbióticas amarelas da amostra U.V. com estrelas Ba e *early* R nas figuras 20 e 21. Estrelas simbióticas provavelmente tiveram um enriquecimento de carbono causado pelos mesmos mecanismos que caracterizam as abundâncias das estrelas *early* R e Ba. Estas duas últimas, são estrelas gigantes frias com abundâncias peculiares em particular com um incremento de carbono em suas atmosferas. Possuem luminosidades e temperaturas parecidas com as das gigantes G e K sendo nestes aspectos análogas às simbióticas amarelas (Schmid & Nussbaumer [51]). As abundâncias das estrelas Ba foram extraídas de Smith [52], as estrelas *mild* Ba (estrelas moderadamente enriquecidas em Bário) dos tipos espectrais G8 a K3 de Berdyugina [6] e as *early* R de Dominy [13].

Pelas figuras 20 e 21 vemos claramente que as estrelas Ba são ricas em carbono, com abundância média $\langle C/O \rangle = 0.82$ que é aproximadamente o dobro do valor para gigantes G,K normais. As estrelas R por sua vez, são ainda mais ricas em carbono com uma razão média de $\langle C/O \rangle = 1.7$. As *mild* Ba como é de se esperar tem uma razão média C/O abaixo das Ba, sendo $\langle C/O \rangle = 0.33$ que é um valor muito próximo das gigantes G,K normais (Snedden et al. [54]).

Por encontrarem-se espalhadas nas figuras 20 e 21 as simbióticas amarelas enriquecidas em C não estão univocamente associadas a estrelas Ba ou R. As estrelas Ba são enriquecidas

Figura 19: Razões de abundâncias C/O e N/O para simbióticas amarelas, gigantes G,K , M e anãs G e K.

Figura 20: Abundâncias relativas C/N e O/N para simbióticas amarelas, estrelas Ba e gigantes *early* R.

por elementos produzidos por processos s que ocorrem durante os pulsos térmicos na terceira dragagem durante a fase AGB. No entanto, as estrelas Ba não podem ser explicadas pelas teorias atuais de evolução estelar de AGBs. Além disso são provavelmente membros de sistemas binários onde a companheira é uma anã branca. Isto poderia explicar o enriquecimento de C em estrelas Ba e simbióticas por transferência de massa. Este mecanismo seria mais relevante em sistemas simbióticos do tipo s enriquecidos em C por serem binárias com suas companheiras mais próximas entre si. Mas a estrela AS 201 com razão $C/O > 1$ não pode ser facilmente explicada por transferência de massa, uma vez que seria necessária uma quantidade enorme de matéria sendo acretada da estrela fria, tornando este fenômeno improvável. Um possível mecanismo que poderia explicar a abundância C/O de AS 201 seria o que ocorre em estrelas *early* R. Ao contrário das estrelas Ba, as R não são enriquecidas por elementos do processo s e nem todas são binárias. Segundo Dominy [13], um flash de He num núcleo em rápida rotação poderia ser a melhor explicação para as *early* R. Em outras palavras, o *flash* de He no núcleo degenerado produz C, o núcleo em rotação faz com que esse processo possa ocorrer em temperaturas mais baixas do que o normal desencadeando sucessivos *flashes* de He que produzem a abundância de C observada. Assim, AS 201 e HD 330036 teriam suas atmosferas enriquecidas em C pelo mesmo mecanismo das *early* R. Estas duas estrelas são as simbióticas mais próximas da curva $C/O=1$ nas figuras 20 e 21.

Plotamos as simbióticas amarelas deste trabalho e as miras simbióticas de Nussbaumer et. al.[42] nas figuras 22 e 23 para mostrarmos que se encontram na região das estrelas AGBs. Juntamente com elas incluímos as estrelas C de Lambert et al [29], estrelas M e S (MS) de Smith & Lambert [53] desta última referência consideramos apenas as abundâncias das gigantes MS que apresentam Tc, que é um indicativo de que houve a terceira dragagem. Desta última, esperamos além do enriquecimento por elementos do processo s um incremento também na abundância de C.

As miras simbióticas de Nussbaumer et. al. [42] estão dentro do intervalo $1.5 < O/N < 3.0$ nas figuras 22 e 23 exceto HM Sge que é muito enriquecida em nitrogênio. Esperávamos que indo dos tipos $M \rightarrow MS \rightarrow C$ houvesse um incremento de C devido a dragagem do ^{12}C . Isto seria refletido nas figuras 22 e 23 como suaves transições entre estes tipos de estrelas (Smith & Lambert[53]). Mas, isto não é observado, ao contrário, vemos uma descontinuidade entre as gigantes S ricas em N e as estrelas C pobres em N. Uma possível explicação para este fato é que a abundância de N para estrelas do tipo C pode estar sendo subestimada

Figura 21: Razões de abundâncias C/O e N/O para simbióticas amarelas, estrelas Ba e gigantes *early* R.

Figura 22: Abundâncias relativas C/N e O/N para simbióticas amarelas, gigantes M, gigantes MS com Tc e estrelas frias de carbono tipo N.

como resultado de valores mal conhecidos de energias de dissociação das moléculas de CN e C_2 que são usadas para obtermos as abundâncias CNO por modelos de atmosfera (Lambert et. al.[29]). Comparando as miras simbióticas de Nussbaumer et. al. [42] com AS 210 desta amostra, observamos apenas um enriquecimento de C mas nenhuma discrepância na região O/N. Isto é esperado se o produto da região de queima do He for adicionado ao envelope convectivo da gigante. Schmid & Nussbaumer [51] suspeitam que se o método nebular usado para derivar as abundâncias pudesse ser aplicado às estrelas C elas estariam deslocadas para baixo ao longo da linha C/O=1. Sendo assim, observaríamos a suave transição esperada entre as estrelas M, MS e C .

Observando as figuras 22 e 23 notamos que as gigantes MS apresentam uma alta abundância relativa de N, sendo em alguns casos, maior que das miras simbióticas e gigantes M. Segundo Smith & Lambert [53] isto se deve a queima da camada mais baixa do envelope convectivo ou *hot-bottom-burning* , onde o C produzido na camada de queima do He é convertido em N no ciclo CN durante a segunda dragagem. As miras provavelmente representam uma população distinta de estrelas com tendência de serem mais antigas e assim mais pobres em metais do que as gigantes MS. Isto implicaria que um enriquecimento extremo de N ocorreria em objetos inicialmente mais massivos e mais jovens que sofreriam *hot-bottom-burning*. A alta abundância observada na mira simbiótica HM Sge pode ser compreendida desta maneira segundo Schmid & Nussbaumer [51].

Figura 23: Razões de abundâncias C/O e N/O para simbióticas amarelas, gigantes M, gigantes MS com Tc e estrelas frias de carbono tipo N.

4.1.3 Abundâncias Iônicas no Visível

Na tabela 20 temos as densidades e temperaturas eletrônicas do [OIII] e [NII] para as regiões na nebulosa simbiótica respectivamente de alta e baixa densidade. O procedimento para obtermos estes valores está descrito no capítulo 3. Em alguns casos não conseguimos medir o fluxo das linhas do [NII] isto porque estão ausentes ou blendadas com $H\alpha$. Se o objeto não apresenta nenhuma das linhas de diagnóstico para determinarmos sua temperatura e densidade eletrônica, usamos $T_e = 12000K$ e $N_e = 10^7 cm^{-3}$ que são os valores típicos de nebulosas simbióticas fazemos isto para MWC 960, Hen 3-863, LT Del e CD-43 14304. Adotamos o mesmo valor de N_e quando a relação das linhas de diagnóstico ultrapassar o limite de $N_e = 10^7 cm^{-3}$ adotando este valor como limite inferior do valor real. Fazemos isto para as estrelas simbióticas amarelas AS 255 e AS 269 da tabela 20.

simbióticas amarelas	[O III] (cm^{-3})	[NII] (cm^{-3})	$T_e[OIII]$ (K)	$T_e[NII]$ (K)
WRAY15-157	$1.73x10^7$	$6.58x10^5$	12180	12109
AS 210	$1.34x10^7$	$3.85x10^5$	12085	12173
AS 201	$1.12x10^7$	$4.66x10^5$	12081	12580
CD-43 14304	$1x10^7$		12000	
LT Del	$1x10^7$		12000	
Hen 3-863	$1x10^7$		12000	
AS 255	$1.02x10^7$		10071	
StHA 190	$3.95x10^6$		11884	
MWC 960	$1x10^7$		12000	
AS 269	$1x10^7$		12000	
HD 330036	$1.8x10^6$	$3.89x10^5$	12069	
Hen3-1591	$4.43x10^7$		12084	
SS 73 29	$6.92x10^6$		8561	
WRAY 16-377	$2.79x10^7$		12053	

Tabela 20: Densidade e Temperatura Eletrônica do [OIII] e [NII]

As abundâncias iônicas no visível para os ions principais encontram-se nas tabelas 21 e 22. Estas abundâncias são calculadas pelo modelo de 5 níveis para ions usando o IRAF. Pelas tabelas citadas acima notamos que não é possível medirmos as linhas de Ne na maioria das estrelas. Para medi-las seria necessário um telescópio de grande porte e um espectrógrafo com uma resolução maior de linhas.

	HD 330036	Hen 3-1591	SS 73 29	AS 201	AS 210
N II	$2,74 \times 10^{-5}$		$1,40 \times 10^{-4}$	6.87×10^{-8}	7.72×10^{-7}
O III	0.00217	0.0027	9.51×10^{-6}	8.28×10^{-5}	1.47×10^{-4}
Ne III					2.23×10^{-5}
S II	1.36×10^{-6}		1.29×10^{-4}	1.05×10^{-6}	8.11×10^{-7}
Ar III	3.71×10^{-6}	1.4×10^{-5}	4.33×10^{-6}	2.00×10^{-6}	4.92×10^{-7}
Ar V	1.95×10^{-4}		7.32×10^{-6}	1.18×10^{-6}	2.40×10^{-6}
Ca V	1.26×10^{-6}	6.96×10^{-6}	2.21×10^{-6}	1.27×10^{-6}	4.01×10^{-7}
O II	1.67×10^{-5}	3.45×10^{-5}	1.17×10^{-4}	1.43×10^{-5}	1.64×10^{-6}
Ne IV					8.04×10^{-5}
S III	1.14×10^{-5}		2.19×10^{-5}	2.93×10^{-6}	2.82×10^{-6}
Ar IV	4.93×10^{-5}	1.64×10^{-6}	8.12×10^{-5}		1.75×10^{-6}

Tabela 21: Abundâncias Iônicas no Visível

	AS 255	AS 269	StH α 190	WRAY 15-157	WRAY 16-377
N II	4.73×10^{-5}	4.62×10^{-6}	1.75×10^{-5}	1.29×10^{-5}	
O III	4.48×10^{-6}	1.83×10^{-5}	7.62×10^{-4}	8.07×10^{-4}	1.69×10^{-4}
Ne III					
S II	1.26×10^{-4}	1.90×10^{-5}	3.52×10^{-5}	3.49×10^{-6}	5.24×10^{-5}
Ar III	4.87×10^{-6}	1.94×10^{-7}	3.24×10^{-6}	2.69×10^{-6}	3.64×10^{-7}
Ar V	8.30×10^{-6}	2.66×10^{-6}	2.80×10^{-7}	1.69×10^{-5}	4.89×10^{-7}
Ca V			1.28×10^{-6}	2.68×10^{-7}	2.69×10^{-6}
O II	5.61×10^{-5}	6.87×10^{-6}	3.73×10^{-6}		9.01×10^{-6}
Ne IV					
S III	2.99×10^{-6}		4.52×10^{-6}	3.19×10^{-6}	
Ar IV			1.11×10^{-5}	3.19×10^{-6}	3.58×10^{-6}

Tabela 22: Abundâncias Iônicas no Visível (continuação)

4.1.4 Abundâncias Elementais no Visível

Na tabela 23 temos as razões de abundâncias no visível calculadas usando as expressões de ICFs do capítulo 3. Todas as razões de abundâncias com exceção do He/H são representadas na tabela 23 usando $\log(X/H) + 12$, onde X corresponde ao elemento químico (calculadas usando o programa Aq desenvolvido por Escudero). Estes resultados estão plotados nas

figuras 25, 26 e 24 e os desvios padrões obtidos para estas razões de abundâncias encontram-se nas tabelas 24, 26 e 25.

	He/H	O/H	N/H	S/H	Ar/H	Ne/H
CD-43 1403	0.24					
HD 330036	0.13	8.64	8.85	6.6	6.7	
Hen 3-1591	0.18	9.72			6.7	
Hen 3-863	0.16					
SS 73 29	0.23	8.43		7.58	7.89	
AS 201	0.12	8.16	7.96	7.05	6.5	
AS 210	0.08	8.65	8.33	8.31	5.82	7.84
AS 255	0.15	8.26	8.18	6.71	7.95	
AS 269	0.05	7.42	7.25		5.55	
MWC 960	0.17					
StH α 190	0.17	8.83		8.85	6.64	

Tabela 23: Razões de Abundâncias Elementais no Visível

Plotamos na figura 24 as simbióticas amarelas deste trabalho juntamente com as simbióticas do bojo de Luna [34] e as nebulosas planetárias de Escudero [16]. Nesta figura, temos as simbióticas amarelas do tipo s ou d'; AS 255, as tipo d'; AS 201, AS 210, HD 330036 e AS 269.

Notamos que em geral as estrelas simbióticas são mais ricas em nitrogênio do que as nebulosas planetárias. Isto é esperado se supusermos que as progenitoras das simbióticas são mais massivas que a das planetárias, sendo assim, teriam sofrido mais episódios de dragagens. Olhando para a tabela 24 vemos que o valor $\langle N/O \rangle$ para planetárias é menor do que o das simbióticas (bojo + amarelas). Obtivemos os valores de abundâncias do N para AS 269 e AS 255 usando apenas a linha 5754A $^{\circ}$ do [NII] uma vez que as demais linhas deste íon estavam ausentes. Assim, a abundância do N para estas duas estrelas deve ser considerada como um limite inferior do valor real.

O He é outro elemento afetado pelas dragagens, em particular, sua abundância aumenta consideravelmente após a primeira dragagem, quando a atmosfera da estrela está contaminada por produtos da queima do H. Em estrelas com progenitoras acima de 3.3 massas solares ocorre a segunda dragagem onde há sucessivos *flashes* de He que incrementam as abundâncias de N e He na superfície estelar. Pelos resultados obtidos na tabela 24 notamos que as

Figura 24: He/H versus $\log(N/O)$ para nebulosas planetárias, simbióticas amarelas e do bojo.

simbióticas em geral tem uma abundância de He semelhante às das nebulosas planetárias. Na figura 24 não conseguimos distinguir de forma clara simbióticas amarelas de nebulosas planetárias mas notamos que as simbióticas do bojo estão em geral acima das nebulosas planetárias o que é um resultado coerente com a teoria de evolução estelar.

Indicamos as barras médias de erro para as simbióticas amarelas da amostra na figura 24. Estimamos um erro para a abundância de He de 10%. Já, para as razões N/O, o erro é maior por causa da introdução dos ICFs. Propagando o erro para as razões de abundâncias N/O temos uma incerteza de aproximadamente 50%.

Fizemos um teste para verificarmos se havia He neutro nas nebulosas das simbióticas amarelas que tinham [OII] determinados (HD 330036, Hen 3-1591, SS 73 29, AS 201, AS 210, AS 255, AS 269, StHA 190 e WRAY 15-157) usando a condição $OII/O > 4$ (indicativo de presença de He neutro) de Torres-Peimbert & Peimbert [55]. A princípio, não espera-

	$\langle \text{He}/\text{H} \rangle$	$\langle \log \text{N}/\text{O} \rangle$	$\sigma(\text{He}/\text{H})$	N
N.P.	0.11	-0.42	0.05	52
S.A.d'	0.10	-0.12	0.04	4
S.A.s	0.15	-0.08		1
S.B.s	0.14	0	0.03	9
S.B.d	0.14	0.42	0.03	5

Tabela 24: Valores de abundâncias médias de N/O e He/H, desvio padrão do He/H, número total de objetos para as simbióticas (s,d e s ou d) amarelas, do bojo e nebulosas planetárias referentes à figura 24.

ríamos encontrar He neutro em nebulosas de estrelas simbióticas uma vez que são objetos muito densos e ionizados. Mas, se tivessem He neutro estaríamos subestimando a abundância do He ao considerarmos apenas as abundâncias do He ionizado. Concluimos que o teste foi negativo ou seja não há He neutro nas nebulosas simbióticas das estrelas analisadas. Portanto, as abundâncias de He calculadas considerando apenas seus estados ionizados parecem ser bastante razoáveis. Além do método de Torres-Peimbert & Peimbert para determinarmos a presença do He neutro existe também o de Osterbrock [44] que envolve as razões de abundâncias do [SII] com [SIII] e o He neutro com He uma vez ionizado. Como, calculamos as abundâncias de [SIII] usando a expressão 54 no capítulo 3 ao invés de usarmos o valor medido na linha (é incerto) não podemos aplicar este método para estimarmos a existência do He neutro.

Plotamos na figura 25, novamente, as estrelas da amostra de simbióticas amarelas, bojo de Luna [34] e nebulosas planetárias de Escudero [16]. A amostra de simbióticas amarelas desta figura é composta pelas estrelas tipo s: SS 72 29, tipo d'; AS 201, AS 210, HD 330036, StH α 190 e WRAY 15-157, tipo s ou d; AS 255.

A abundância de S quando comparada à do O, N, He e Ar deve ser considerada a mais incerta dentre elas. Encontramos o enxofre em nebulosas planetárias e em algumas simbióticas na forma de 1 a 4 vezes ionizado. Mas, no espectro óptico vemos apenas na forma 1 ou 2 vezes ionizado. Geralmente, obtemos a abundância do S a partir de seu íon o [S III] 6312.1Å° esta linha é uma transição auroral e por isto extremamente sensível à temperatura. No entanto, o íon [SIII] também tem as outras duas linhas nebulares , em 9068.9Å° e 9530.9Å° que não medimos.

O enxofre é um elemento que não é produzido em estrelas como simbióticas e nebulosas

	$\langle \log(\text{O}/\text{H}) \rangle$	$\langle \log(\text{S}/\text{H}) \rangle$	$\sigma(\log \frac{\text{O}}{\text{H}})$	$\sigma(\log \frac{\text{S}}{\text{H}})$	N
N.P.	8.5	6.67	0.35	0.5	51
S.A.s	8.43	7.58			1
S.A.d'	8.63	7.32	0.29	0.7	5
S.A.s ou d	8.26	6.71			1
S.B.s	8.38	6.74	0.26	0.51	6
S.B.d	8.84	7.08	0.34	0.2	4
S.Bsoud	8.15	6.55	0.37	0.19	2

Tabela 25: Valores de abundâncias médias e desvios padrões de O/H e S/H, número total de objetos para simbióticas (s,d e s ou d) amarelas, do bojo e nebulosas planetárias referentes à figura 25.

planetárias, assim esperamos que todo enxofre medido seja oriundo da nuvem progenitora. Desta forma, os valores médios de abundâncias de S medidos para as estrelas simbióticas devem estar muito próximos dos obtidos para as nebulosas planetárias. De fato, observando a tabela 25 notamos que os valores médios de S para os objetos plotados na figura 25 estão todos dentro do erro de medida. Para as estrelas simbióticas amarelas do tipo s, apenas uma estrela tem a abundância de enxofre determinada, este dado sozinho, não é expressivo o bastante para compará-lo com os demais objetos analisados. O valor médio da abundância do S para as simbióticas amarelas deste trabalho é de 7.2, este valor está de acordo com o solar (7.24 de Grevesse & Anders[21]) . O resultado, apesar de ser o que desejamos, a princípio, deve ser visto com cautela, uma vez que as linhas de enxofre não são fáceis de medir.

Existe uma correlação entre as abundâncias do oxigênio e enxofre uma vez que ambos não são produzidos em estrelas de massas intermediárias, portanto, o O e S medidos são os mesmo do meio interestelar. Olhando para a tabela 25, podemos dizer que o valor médio da abundância do oxigênio para as simbióticas amarelas é 8.4 com erro de aproximadamente 0.3 dex está próximo do valor solar (8.92 de Lambert [28]). A abundância média de oxigênio para as simbióticas do bojo e nebulosas planetárias é 8.5 com um erro médio de 0.3 dex. Portanto, vemos que a abundância do O oscila pouco e está dentro de um erro esperado para a abundância do meio interestelar.

Analogamente ao que fizemos para o enxofre, plotamos na figura 26 Ar/H com O/H para as nebulosas planetárias de Escudero [16], simbióticas do bojo de Luna [34] e simbióticas amarelas desta amostra que continham linhas de Ar mensuráveis. As estrelas simbióticas

Figura 25: Razões de abundâncias S/H e O/H para nebulosas planetárias, simbióticas amarelas e de bojo.

amarelas que constam na figura 26 e tabela 26 são, tipo s; WRAY 16-377 e SS 73 29, tipo d'; AS 201, AS 201, HD 330036, StH α 190, AS 269 e WRAY 15-157, tipo s ou d; AS 255.

O Ar assim como o S, resultam da nebulosa progenitora da estrela e não de incrementos nos processos de dragagem. Portanto, esperamos que as abundâncias calculadas do Ar sejam aproximadamente as mesmas para as nebulosas planetárias e estrelas simbióticas. Comparando o valor médio de abundância do Ar para regiões HII (6.39 ± 0.30) de Dufour [15] com os objetos da tabela 26 vemos que todos eles estão dentro do intervalo de erros esperados, exceto para as simbióticas amarelas do bojo tipo s ou d, mas como temos apenas 2 estrelas com esta classificação a média obtida não é representativa para esta classe de objetos.

Eliminamos a simbiótica amarela com classificação tipo s ou d, Hen 3-1591 da figura 26 por apresentar uma abundância de oxigênio bem acima do valor solar. Segundo, Guiterrez-Moreno & Moreno [22] ela possui uma grande auto-absorção, o que implica que os fluxos medidos de suas linhas estão abaixo do valor que esperaríamos. Portanto, o valor obtido de avermelhamento para este objeto na tabela 3 não deve ser considerado real e como dependemos deste valor para calcularmos as abundâncias estas também deve ser cuidadosamente consideradas.

	$\langle \log(\text{O}/\text{H}) \rangle$	$\langle \log(\text{Ar}/\text{H}) \rangle$	$\sigma(\log \frac{\text{O}}{\text{H}})$	$\sigma(\log \frac{\text{Ar}}{\text{H}})$	N
N.P.	8.49	6.42	0.35	0.48	54
S.A.s	8.36	7	0.11	2	2
S.A.d'	8.44	6.3	0.57	0.5	6
S.A.s ou d	8.26	7.9			1
S.B.s	8.3	5.2	0.62	0.6	8
S.B.d	8.62	6.0	0.57	0.45	6
S.B.s ou d	8.26	5.0	0.22	1.13	2

Tabela 26: Valores de abundâncias médias e seus respectivos desvios padrões de O/H e Ar/H, número total de objetos para as simbióticas (s,d e s ou d) amarelas, do bojo e nebulosas planetárias, referentes à figura 26.

Figura 26: Razão de abundâncias Ar/H e O/H para nebulosas planetárias, simbióticas amarelas e do bojo.

4.2 Determinação das Metalicidades e Massas

Escolhemos os índices de cores, B-V e V porque é onde encontramos a maior parte dos fluxos da componente fria do sistema que fornece o material da nebulosa ionizada usados para determinamos as abundâncias químicas deste trabalho. Os dados de temperatura efetiva e luminosidade são transformados em V e B-V, com as calibrações disponíveis em Landolt-Bornstein [31] de acordo com o tipo espectral da componente fria do sistema e depois desavermelhados com $E(B-V)$ já calculados.

As isócronas teóricas são extraídas da base de dados do observatório de Padova onde foram calculadas com os modelos mais recentes de opacidades, equações de estados e uma quantidade moderada de *overshooting*. Usamos os resultados e isócronas das figuras 27 e 28 para obtermos as massas (Girardi et al [19]) e estágios evolutivos das componentes frias destes sistemas.

Na figura 27 temos cor versus magnitude absoluta com traçado de curvas que indicam os limites de massa das simbióticas amarelas com metalicidade solar. Na figura 28 encontramos o mesmo gráfico mas para metalicidade 5 vezes a solar. Nesta última figura notamos que as curvas para limites de massas deslocam-se mais para a direita do que na figura de metalicidade solar ($Z=1$). Isto pode ser constatado quando observamos as estrelas com magnitude V superiores, as curvas passam por mais estrelas nesta condição (figura 28) do que na figura anterior. Assim, podemos concluir que as estrelas com maior magnitude V possuem uma metalicidade superior a solar.

Na figura 29 temos um histograma que mostra o número de estrelas por intervalo de massa para a metalicidade solar. Omitimos as estrelas SMC 2, SMC N73 e LIN 358 da Pequena Nuvem de Magalhães, pois estas estrelas possuem uma história evolutiva distinta por pertencerem a outra galáxia. Por este histograma constatamos que a maior parte das estrelas da amostra encontram-se entre 2.5 e 3 massas solares.

Figura 27: Cor versus magnitude absoluta com o traçado de curvas que indica os limites de massa das simbióticas amarelas com metalicidade solar.

Figura 28: Cor versus temperatura para simbióticas amarelas com metalicidade 5 vezes a solar.

Figura 29: Histograma do número de estrelas por intervalo de massa para a metalicidade solar.

5 Conclusões

Apresentamos novos dados observacionais de estrelas simbióticas amarelas. Combinando dados espectrais no visível com os do ultravioleta, derivamos as abundâncias químicas para as estrelas deste trabalho sempre que as linhas de diagnóstico estiverem presentes, comparando os resultados com outros objetos como cefeidas, gigantes G e K, simbióticas na direção do bojo, miras simbióticas, estrelas de carbono, Ba e estrelas *early* R. Notamos que os sistemas simbióticos apresentam uma baixa dispersão em suas razões C/N e O/N indicando que são objetos num mesmo estágio de evolução, ao contrário das nebulosas planetárias, que ocupam uma área bem maior no plano C/N-O/N.

Podemos distinguir dois grupos de simbióticas amarelas a partir das curvas plotadas nos diagramas C/N-O/N. Um grupo apresenta produtos do ciclo CN e está situado próximo à curva de baixa metalicidade e metalicidade solar. O outro grupo, está próximo da curva C/O=1, que consiste de objetos enriquecidos em carbono (Schmid & Nussbaumer[51]). Mais especificamente, sabemos que as simbióticas amarelas d' são em geral mais enriquecidas em carbono do que as do tipo s. Este fato provavelmente resulta dos mesmos mecanismos que definem as abundâncias das estrelas *early* R e Ba. As estrelas simbióticas amarelas enriquecidas em C encontram-se espalhadas no diagrama C/N-O/N, indicando assim que não estão univocamente associadas às estrelas Ba ou *early* R. Já as abundâncias das simbióticas amarelas do tipo s estão associadas à da gigante vermelha. Isto pode ser visto no diagrama C/N-O/N onde encontramos as simbióticas amarelas do tipo s próximas das cefeidas que são estrelas frias, ou observando que as tipo s estão mais à esquerda que as tipo d' no mesmo diagrama.

As simbióticas são em geral mais enriquecidas em N e He do que as nebulosas planetárias, isto ocorre provavelmente porque as progenitoras das estrelas simbióticas são mais massivas do que as das planetárias. As abundâncias do O, S e Ar são praticamente as mesmas para as nebulosas planetárias e estrelas simbióticas, isto está de acordo com a evolução estelar, de onde sabemos que estes elementos não são produzidos no interior de estrelas de baixa massa, e portanto são resultantes da composição química da nuvem primordial da qual se formaram.

Encontramos, usando isócronas (Girardi [19]) e as magnitudes B e V, que as componentes frias das estrelas simbióticas amarelas têm massas entre 2.5 a 3 massas solares. Por fim, concluímos que os sistemas simbióticos amarelos analisados neste trabalho confirmam o modelo de que seriam estrelas AGBs iluminadas por alguma fonte quente de radiação.

6 Bibliografia

Referências

- [1] C.W. Allen. *Allens Astrophysical Quantities*. Press Springer Verlag, 2000.
- [2] L. L Aller. *Astrophysics and Space Science Library*, 112, 1984.
- [3] L.H. Aller and S.J. Czyzak. *ApJS*, 51:211, 1983.
- [4] S.A. Becker and I. Jr. Iben. *ApJ*, 232:831, 1979.
- [5] K. Belczynski. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 13:407–435, 2000.
- [6] S.V. Berdyugina. *Pis'ma Astron. Zh.*, 19:933, 1993.
- [7] R.C. Bohlin and C.J. Grillmair. *ApJ*, 66:209, 1988.
- [8] I.S. Bowen. *Review of Modern Physics*, 8:55, 1936.
- [9] A.A. Boyarchuk. Symbiotic stars. introductory report. *CoKon*, 65(1):395–410, 1969.
- [10] M.L. Mc Call. *MNRAS*, 208:253, 1984.
- [11] J.A. Cardelli, G.C. Clayton, and J.S. Mathis. *ApJ*, 345:245, 1989.
- [12] R.D.D. Costa. *Diagnósticos de Abundâncias químicas em nebulosas associadas a estrelas de massa intermediária*. PhD thesis, IAG-USP, 1993.
- [13] J.F. Dominy. *Astrophysical Journal*, 1984.
- [14] H.W. Duerbeck and W.C. Seitter. *PASP*, 101:673, 1989.
- [15] R.J. Dufour. *IAU Symp.*, 108:353, 1984.
- [16] A.V. Escudero. Abundâncias químicas e propriedades cinemáticas de nebulosas planetárias do bojo. Master's thesis, IAG-USP, 2001.
- [17] D. Pequignot et. al.
- [18] W.A. Feibelman. *Astrophysical Journal*, 275:628, 1983.

- [19] L.A. Girardi, A. Bressan, G. Bertelli, and C. Chiosi. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 141:373, 2000.
- [20] G.M.Tanco and J.E. Steiner. *Astronomical Journal*, 109:1770, 1995.
- [21] N. Grevesse and E. Anders. *AIP Conf. Proc.*, 183:1, 1989.
- [22] A. Guitierrez-Moreno and H.Moreno. *PASP*, 108:972, 1996.
- [23] I.Jr. Iben. *QJRAS*, 26:1, 1995.
- [24] S.J. Kenyon. *The symbiotic stars*. Cambridge University Press, 1986.
- [25] J.B. Kingdon and G.J. Ferland. *ApJ*, 450:691, 1995.
- [26] R.L. Kingsburgh and M.J.Barlow. *MNRAS*, 271:257–299, 1994.
- [27] J. Koppen, A. Acker, and B. Stemholm. *Astronomy and Astrophysics*, 248:197, 1991.
- [28] D.L. Lambert. *MNRAS*, 182:249, 1978.
- [29] D.L. Lambert, B. Gustafsson, K. Eriksson, and K.H. Hinkle. *Astrophysical Journal*, 62:373, 1986.
- [30] D.L. Lambert and L.M. Ries. *Astrophysical Journal*, 228:195–205, 1981.
- [31] Landolt-Bornstein. *Astronomy and Astrophysics*. Springer-Verlag Berlin, 1982.
- [32] K. R. Lang. *Astrophysical Formulae*. Springer-Verlag Berlin, 1980.
- [33] R.E. Luck and D.L. Lambert. *Astrophysical Journal*, 298:782, 1985.
- [34] G.J.M. Luna. Abundâncias em estrelas simbióticas do bojo da galáxia. Master's thesis, IAG-USP, 2003.
- [35] J.H. Lutz. *Astrophysical Journal*, 279:714, 1984.
- [36] W.J. Maciel. *Introdução á Estrutura e Evolução Estelar*. IAG/USP, 1999.
- [37] S.R. Meier and M. Kafatos. *ApJS*, 94:183, 1994.

- [38] D. Mihalas and J. Binney. *Science*, 214:829, 1981.
- [39] U. Munari and L.M. Buson. *Astronomy and Astrophysics*, 287:87, 1994.
- [40] U. Murset, H. Schild, and M. Vogel. *Astronomy and Astrophysics*, 307:516–528, 1996.
- [41] H. Netzer. *MNRAS*, 171:395, 1975.
- [42] H. Nussbaumer, H.M. Schmid, M. Vogel, and H. Schild. *Astronomy and Astrophysics*, 198:179, 1988.
- [43] H. Nussbaumer and M. Vogel. *Astronomy and Astrophysics*, 182:51–62, 1987.
- [44] D.E. Osterbrock. *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. 1989.
- [45] J. A. F. Pacheco, B. Barbuy, R. D. D. Costa, and T. E. P. Idiart. *Astronomy and Astrophysics*, 429:271, 1993.
- [46] J.A. Pacheco and R.D.D. Costa. *Astronomy and Astrophysics*, 257(2):619–626, 1992.
- [47] M. Peimbert and S. Torres-Peimbert. *MNRAS*, 179:217, 1977.
- [48] S.R. Pottasch. *Planetary Nebulae*. Reidel Publish Company, 1984.
- [49] B.E. Reddy, J. Tomkin, D.L. Lambert, and C. Allende Prieto. *MNRAS*, 340:304, 2003.
- [50] M.M. De Robertis, R.J. Dufour, and R.W. Hunt. *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, 81:195, 1987.
- [51] H.M. Schmid and H. Nussbaumer. *Astronomy and Astrophysics*, 268:159–177, 1993.
- [52] V.V. Smith. *Astronomy and Astrophysics*, 132:326, 1984.
- [53] V.V. Smith and D.L. Lambert. *Astrophysical Journal*, 72:387, 1990.
- [54] C. Sneden, C.A. Pilachowski, and D.L. Lambert. *Astrophysical Journal*, 247:1052, 1981.
- [55] S. Torres-Peimbert and M. Peimbert. *Rev. Astron. Mex. y Astrof.*, 2:181, 1977.
- [56] R.F. Webbink. The symbiotic phenomenon. page 311, 1988.

- [57] D.L. Webster and D.A. Allen. *MNRAS*, 171:171, 1975.
- [58] L.A. Willson, G. Wallerstein, E. Brugel, and R.E. Stencel. *Astronomy and Astrophysics*, 133:154–164, 1984.
- [59] H.V. Winckel, H.E. Schwarz, H.W. Duerbeck, and B. Fuhrmann. *Astronomy and Astrophysics*, 285:241, 1994.

A Apêndice - Espectros das Estrelas Simbióticas Amarelas Austrais

Nas próximas páginas encontramos os espectros das estrelas simbióticas amarelas analisadas neste trabalho. Optamos por exibir um espectro por objeto, de forma a mostrarmos as linhas de diagnóstico usadas para calcularmos os avermelhamentos e abundâncias químicas das nebulosas simbióticas. Os dezassete primeiros espectros (30- 46) obtidos com o telescópio de 1.6m do LNA são as simbióticas amarelas pertencentes a Via Láctea, os três últimos espectros 47-49 são das 3 simbióticas amarelas pertencentes à Pequena Nuvem de Magalhães obtidos da base de dados do I.U.E.

Figura 30: Espectro de BD-21 3873

Figura 31: Espectro de AS 201

Figura 32: Espectro de AS 255

Figura 33: Espectro de AS 269

Figura 34: Espectro de CD-43 14304

Figura 35: Espectro de HD 330036

Figura 36: Espectro de Hen 3-1591

Figura 37: Espectro de Hen 3-863

Figura 38: Espectro de LT Del

Figura 39: Espectro de MWC 960

Figura 40: Espectro de SS 73 29

Figura 41: Espectro de StH α 190

Figura 42: Espectro de V417 Cen

Figura 43: Espectro de V840 Cen

Figura 44: Espectro de WRAY 15-157

Figura 45: Espectro de WRAY 16-377

Figura 46: Espectro de AS 210

Figura 47: Espectro de SMC N73

Figura 48: Espectro de SMC 2

Figura 49: Espectro de LIN 358