Dissertação apresentada como parte dos requisitos para obtenção do título de Mestre em Ciências no Curso de Pós Graduação em Física e Astronomia da UNIVAP.

Caroline d'Ambelle

Prof. Dr. Oli Luiz Dors Junior Orientador

São José dos Campos, SP - Brasil

Aos meus amigos.

#### Dados Internacionais de Catalogação-na-Publicação (CIP) Divisão de Informação e Documentação

d'Ambelle, Caroline

Determinação da abundância química do Argônio em regiões H II / Caroline d'Ambelle São José dos Campos, 2016. 37f.

Dissertação de Mestrado – Curso de (Curso). Área de (Área) – Universidade do Vale do Paraíba, 2016. Orientador: Prof. Dr. Oli Luiz Dors Junior.

1. Regiões H II. 2. Abundância química. 3. Meio interestelar. I. Universidade do Vale do Paraíba. Divisão de (Divisão). II. Título.

# **REFERÊNCIA BIBLIOGRÁFICA**

D'AMBELLE, Caroline. **Determinação da abundância química do Argônio em regiões H II.** 2016. 37f. Dissertação de Mestrado – Universidade do Vale do Paraíba, São José dos Campos.

## **CESSÃO DE DIREITOS**

NOME DA AUTORA: Caroline d'Ambelle TÍTULO DO TRABALHO: Determinação da abundância química do Argônio em regiões H II TIPO DO TRABALHO/ANO: Dissertação / 2016

É concedida à Universidade do Vale do Paraíba permissão para reproduzir cópias desta dissertação e para emprestar ou vender cópias somente para propósitos acadêmicos e científicos. A autora reserva outros direitos de publicação e nenhuma parte desta dissertação pode ser reproduzida sem a autorização da autora.

Caroline d'Ambelle Rua Serimbura, 60 12.243-370 – São José dos Campos-SP

# Agradecimentos

Agradeço ao meu orientador Prof. Dr. Oli Luiz Dors Junior, pela liberdade e confiança referente ao presente trabalho, além da indiscutível amizade e compreensão em momentos difíceis.

Agradeço a CAPES, que viabilizou financeiramente o meu curso mestrado.

Agradeço aos meus colegas de mestrado e doutorado em Física e Astronomia do IP&D/ UNIVAP, em especial a Claudio de Sousa Castro, amigo fiel que esteve ao meu lado em momentos cruciais da elaboração dessa dissertação.

Agradeço a todos meus amigos, em especial a Walter (in memoriam), Tiana, Audrey, Pedro e Bianca. Vamos com tudo, rumo ao cume mais alto, sempre.

Àos meus primos Ivan e Isis.

Agradeço à minha avó Nina e ao meu tio Jean. Vocês me deram força em tudo que precisei. Pela cumplicidade, pelo carinho e afeto.

Obrigada mãe e pai, por tudo que me deram e ensinaram. Pelo apoio incondicional ao longo deste processo de dissertação e de muitos outros.

"A vida sem luta é um mar morto no centro do organismo universal." Machado de Assis

# Resumo

Neste trabalho derivamos um Fator de Correção de Ionização (ICF) teórico para ser utilizado em determinações de abundancia do argônio em regiões de formação estelar. Para isso, coletamos da literatura intensidades de linhas de emissão no óptico (3500 Å  $\leq \lambda \leq$ 7200 Å) de aproximadamente 150 objetos, classificados como regiões H II e galáxias H II. Com estes dados foi possível estimar a temperatura eletrônica de cada objeto e a abundância iônica do argônio duas vezes ionizado Ar<sup>++</sup>, como também, a abundância dos íons O<sup>+</sup> e O<sup>2+</sup>. Os valores destas abundâncias foram comparados com valores preditos por modelos de fotoionização, construídos com o código CLOUDY e, assim, um ICF teórico para o argônio foi derivado. Encontramos que, quando o nosso ICF teórico é utilizado, em geral, derivamos valores maiores para a abundância total do Ar em comparação aos derivados utilizando alguns ICFs puramente teóricos. Também, nossos resultados indicam que a abundância relativa do argônio em relação à do oxigênio parece não depender da metalicidade.

# Abstract

In this work we derive a semi-empirical Ionization Correction Factor (ICF) to be used in abundance determinations of argon in star-forming regions. For that, intensities of optical emission-lines (3500 Å  $\leq \lambda \leq$  7200 Å) of about 150 objects classified as H II region and H II galaxy were collected from the literature. Through these data it was possible to estimate the electronic temperature of each object and the ionic abundance of the ion Ar<sup>2+</sup> as well as the abundance of the ions O<sup>2+</sup> and O<sup>+</sup>. The values of these abundances were compared with those predicted by photoionization models, built with the code CLOUDY, and thus a semi-empirical ICF for argon was derived. We found that, when our ICF is considered, in general, higher values of argon total abundance are derived in comparison with the ones obtained through some ICFs purely theoretical. Also, our results show that the relative abundance between argon and oxygen (Ar/O) is independent on the metallicity.

# Lista de Figuras

FIGURA 1.1 - Nebulosa de Orion (NGC 604). Está localizada entre 1500 e 1800 anos-luz
do Sistema Solar. Obtido de http://hypescience.com/a-mais-detalhada-imagem-da-nebulosa
-de-orion/
FIGURA 1.2 - Exemplo de um espectro da região HII catalogada como NGC 2541, obtido de <u>http://burro.case.edu/Academics/Astr222/Galaxy/Structure/gas.html</u>
FIGURA 1.3 - Fluxograma para o cálculo da abundância total
FIGURA 1.4 - Relação de intensidade em função da temperatura. Figura obtida de
www.astronomie-amateur.fr/feuilles/Spectroscopie/NGC2392.html19
FIGURA 1.5 - Variação das razões de intensidades de [O II] (linha solida) e de [SII] (linha pontilhada). Figura obtida de Osterbrook 1989
FIGURA 2.1 - Distribuições de energia espectral de 100 Å a 1 µm para aglomerados entre 3 Myr e 900 Myr. Figura obtida de STARBURST 99 (Leitherer et al., 1999) 30
FIGURA 3.1 - Comparação das abundâncias de argônio dos modelos teóricos com
modelos empíricos. Cada cor representa uma idade diferente
FIGURA 3.2 - Comparação dos valores de ICF para diferentes idades
FIGURA 3.1 - Abundâncias de argônio Ar <sup>2+</sup> =H <sup>+</sup> versus O <sup>+</sup> =O. Os pontos pretos
representam estimativas de abundância utilizando os dados observacionais, listados
na Tabela 1. Os pontos coloridos são estimativas dos modelos teóricos considerando
diferentes idades para o aglomerado ionizante, sendo que azul representa resultados de
modelos com 1, 0 milhão de anos, vermelho com 2,5 milhões e verde com 5 milhões.
O retângulo representa a região ocupada pelos dados observacionais

FIGURA 4.2 - Comparação dos valores de ICF para diferentes idades ...... 37

FIGURA 3.3 - ICF para o argônio versus a razão de abundância  $O^+=O$ . A curva vermelha representa o nosso ICF teórico considerando modelos com idades de 2,5 milhões de anos (Equação 3.2) enquanto a curva preta representa o ICF proposto por Izotov et al. (1994).

FIGURA 3.4 - O eixo y representa a diferença a entre a abundância total do argônio (Ar/H) obtida utilizando o ICF proposto e o ICF derivado nesse trabalho e o pro-posto por Izotov et al. (1994). A linha horizontal representa a igualdade entre as duas estimativas . . . . . . 40

FIGURA 3.6 - Logaritmo da abundância do argônio em relação a do oxigênio log (Ar/O) versus a abundância total do oxigênio O/H. A abundância total do argônio foi obtida utilizando os dados observacionais (Tabela 1-Apêndice), as equações apresentadas no Capítulo 2 e o nosso ICF (Eq.3.2). A reta preta representa o logaritmo da razão Ar/O obtida na atmosfera solar. A reta vermelha representa a regressão linear sobre os pontos. . . 42

# Lista de Tabelas

TABELA 2.1 - Fluxos de linhas de emissão (relativas a $H_{\beta}$ =100.0) extraídos da	
literatura	26

# Sumário

1	Inti	rodu	ıção	14
	1.1	Det	erminação da abundância química em regiões HII	17
	1.2	Cal	culo teórico de ICFs para o Ar	21
	1.3	Obj	etivos deste trabalho	23
2	Det	term	ninação de um ICF teórico	25
	2.1	Dac	los observacionais	25
	2.2	Cál	culo das abundâncias iônicas	26
	2.3	Mo	delos de fotoionização	28
	2.3	.1	Distribuição de Energia Espectral	29
	2.3	.2	Número de fótons ionizantes	29
	2.3	.3	Densidade eletrônica	30
	2.3	.4	Raio da Nebulosa	30
	2.3	.5	Metalicidade	
3	Res	sulta	ados e Discussão	32
	3.1	ICF	teórico	35
	3.2 0	Comp	paração com outros ICFs	37
	3.2	2.1	Izotov et al.(1994)	37
	3.	2.2	Pérez-Montero et al. (2007)	39
	3.3	Raz	zão de abundância Ar/O	41
4	Conc	clusă	ão	
5	Refe	rênc	cias Bibliográficas	

# 1 Introdução

Regiões H II são nebulosas ionizadas formadas basicamente por gás, estrelas e poeira. São regiões onde ocorre formação estelar recente e são caracterizadas por conter em seus espectros proeminentes linhas de emissão.

Em regiões H II, a fotoionização do gás é produzida principalmente por fótons emitidos na região espectral do ultravioleta provenientes de uma estrela massiva ou de um aglomerado de estrelas também massivas. Devido ao seu alto brilho superficial, regiões H II podem ser observadas a distâncias consideráveis no Universo, tornando estes objetos úteis na determinação de distâncias (e.g., Melnick et al., 1998) e na composição química de galáxias (e.g., Kennicutt et al., 2003).

Durante o século XX, com a construção de grandes telescópios, observações mostraram que regiões H II contêm estrelas brilhantes e quentes. Estas estrelas são dez vezes mais massivas que o Sol, e têm um período de vida mais curto, que chega a durar apenas alguns milhões de anos. A precursora de uma região H II é uma nuvem molecular gigante, muito fria (temperatura 10-50 K), densa (10<sup>2-4</sup> partículas/cm<sup>3</sup>) e constituída na sua maioria por hidrogênio molecular. As regiões H II podem existir num estado estável durante milhões de anos. Entretanto, ondas de choque oriundas de explosões de supernovas, colisões entre nuvens ou interações magnéticas podem despertar o colapso de parte destas nuvens. Quando isto acontece, através de um processo de colapso e fragmentação da nuvem, ocorre o processo inicial de formação de estrelas.

À medida que ocorre o nascimento de estrelas na nuvem molecular, as estrelas mais massivas irão alcançar temperaturas suficientemente altas, entre 30 000 K e 50 000 K, e o gás ao seu redor torna-se ionizado. Após a formação de um campo de radiação, os fótons energéticos criam uma frente de ionização que percorre o gás molecular a altas velocidades ( 50-200 km/s). Com o aumento da distância da estrela, esta frente diminui de velocidade, enquanto a pressão do gás ionizado faz o volume ionizado aumentar. Eventualmente, a frente de ionização diminui para velocidades muito baixas, sendo ultrapassada pela frente de choque provocada pela expansão da nebulosa (ver Osterbrock 1989). Desta forma, nasce uma região H II. O tempo de vida de uma região H II é da ordem de 6 a 10 milhões de anos (Copetti 1985) sendo que objetos mais evoluídos podem existir, mas são de difícil detecção devido ao seu baixo brilho superficial. A pressão de radiação das estrelas jovens e quentes eventualmente afasta a maioria do gás ao seu redor.

Todo este processo de formação de uma região H II tende a ser pouco eficiente, com menos de 10% do gás de uma nuvem molecular formando-se em estrelas.



FIGURA 1.1 - Nebulosa de Orion (NGC 604). Está localizada entre 1500 e 1800 anos-luz do Sistema Solar. Obtido de http://hypescience.com/a-mais-detalhada-imagem-da-nebulosa-de-orion/

Durante o período inicial de formação (<  $10^5$  anos), estrelas massivas ficam escondidas nas densas nuvens de gás e poeira que as rodeiam. Apenas quando a pressão de radiação de uma estrela afasta as nuvens de gás e poeira, estes objetos se tornam visíveis na região espectral óptica. Antes, as densas regiões que contêm as novas estrelas podem somente ser observadas na região espectral do infravermelho. A Figura 1.1 é uma representação da nebulosa de Orion, localizada na nossa galáxia. É uma das regiões H II mais conhecidas.

A fase de gás de regiões H II consiste em aproximadamente 90% de hidrogênio, 8% de hélio e 2% de elementos chamados de metais, ou seja, são todos elementos com uma massa atômica maior que a do hélio. O espectro óptico de regiões H II é caracterizado por conter um grande número de linhas de emissões fortes como, por exemplo, as da série Balmer (H $\alpha$ , H $\beta$ , H $\gamma$ ),

como também, linhas proibidas de metais, tais como, [O II] 3727, [O III] 5007, [N II] 6584, [S II] 6716, 6731. São linhas espectrais emitidas por átomos ou moléculas com transições de energia que normalmente não são permitidas pelas regras de seleção da mecânica quântica.

Tais linhas são emitidas por um elemento químico familiar em condições não particulares. Em um gás de densidade extremante baixa, elétrons podem povoar níveis metaestáveis de energia em átomos e íons que rapidamente são desexcitados.

Estas transições são chamadas de "proibidas", significando apenas que são muito pouco prováveis, ou seja, o íon permanece um longo tempo no estado excitado, antes da transição de decaimento acontecer. Tais transições não são observadas em laboratório, porque em experimentos, quando um íon é excitado ele em pouco tempo colide com outro íon ou com a parede do recipiente que o contém, perdendo a energia que se manifestaria na transição. Em outras palavras, nas colisões o íon pode se desexcitar sem emitir fóton; por isso, a linha não aparece no espectro obtido no laboratório. Por outro lado, no espaço quase vazio do meio interestelar sendo raras as colisões entre íons, as transições proibidas acabam acontecendo. Por exemplo, transições de elétrons a partir de estados metaestáveis em um átomo de oxigênio duplamente ionizado dá origem à linha [OIII]λ5007.

Linhas de emissão proibida são observadas em gases de densidade extremamente baixa, a exemplo do espaço interestelar ou na atmosfera superior da Terra. Ambientes espaciais apresentam densidades de alguns poucos átomos por metro cúbico, tornando colisões entre átomos muito raras. Nestas condições, uma vez que um átomo tenha sido excitado para um estado metaestável, o elétron irá permanecer ali por um tempo relativamente longo (0,01-0,1 s), pois colisões do átomo excitado com outros átomos são desprezíveis. Nesta situação, o elétron tem a chance de decair radiativamente de maneira espontânea, emitindo, portanto, um fóton de linha proibida.

Uma vez que estados metaestáveis ocorrem comumente, transições proibidas representam um percentual significativo de fótons emitidos por gases de ultra-baixa densidade no espaço interestelar, onde linhas proibidas de nitrogênio ([NII] $\lambda$ 6548 e  $\lambda$ 65840), enxofre ([SII] $\lambda$ 6716 e  $\lambda$ 6731] e oxigênio ([OII] $\lambda$ 3727, [OIII] $\lambda$ 5007, [OIII] $\lambda$ 4959) são comumente observadas em plasmas astrofísicos. Em vez de linha proibida, um termo mais intuitivo seria "linha excitada por colisão", pois a linha emitida resulta da colisão de elétrons livres com átomos no plasma espacial.



FIGURA 1.2 - Exemplo de um espectro da região HII catalogada como NGC 2541, obtido de http://burro.case.edu/Academics/Astr222/Galaxy/Structure/gas.html

Como no meio interestelar os átomos possuem densidade muito menor do que na Terra, as colisões são muito raras e, portanto, as transições proibidas são importantes em nuvens de gás e no meio interestelar. Entre estas, em geral, a linha de emissão com intensidade mais forte é a do hidrogênio H $\alpha$ , dando as regiões H II a sua característica cor vermelha. Na Figura 1.2 apresentamos um exemplo de um espectro de uma região H II obtido da literatura. Regiões H II são encontradas em galáxias espirais, como a Via Láctea, ou em galáxias irregulares, como a pequena e grande nuvem de Magalhães. Dificilmente são observadas em galáxias elípticas.

Nas galáxias irregulares, podem ser vistas por toda a galáxia, mas nas espirais, são invariavelmente localizadas nos braços destas. Uma grande galáxia espiral pode conter milhares de regiões H II.

## 1.1 Determinação da abundância química em regiões H II

Determinações de abundância química do gás, inferidas a partir de linhas de emissão de regiões H II, têm sido utilizadas para estudar a evolução química de galáxias (Kennicutt et al., 2003), como também a evolução do universo em larga escala (Pettini & Pagel, 2004).

A abundância química numérica de metais em relação à abundância do hidrogênio (e.g. O/H, N/H, S/H, Ar/H) em nebulosas ionizadas (i.e. regiões H II, nebulosas planetárias, núcleos ativos de galáxias) pode ser obtida, basicamente, por meio de quatro etapas. São estas:

- Medir a intensidade das linhas de emissão de todos os estágios de ionização do elemento que queremos calcular a abundância e de alguma linha do hidrogênio (geralmente H).
- Calcular RO3, a razão das intensidades das linhas de emissão do oxigênio para determinar na próxima etapa a temperatura eletrônica.
- Calcular a temperatura e densidade eletrônica da fase de gás onde se encontra cada íon que queremos calcular a abundância
- 4. Calcular a abundância total de um dado elemento (ver Osterbrock 1989).



FIGURA 1.3 - Fluxograma para o cálculo da abundância total. ICF (Ionization Correction Factor) é um fator de correção que considera a abundância não calculada de alguns íons.

Vamos considerar a primeira etapa apresentada acima. Sendo a abundância total de um dado elemento qualquer em relação à abundância do hidrogênio representada por X/H, a soma da abundância química de todos os estágios de ionização deste elemento presentes na fase de gás de uma dada região H II é dada por

$$\frac{X}{H} \approx \frac{X^+}{H^+} + \frac{X^{2+}}{H^+} + \dots = \sum \frac{X^i}{H^+}$$
(1.1)

Vale ressaltar que na equação 1.1 considera-se que todo o hidrogênio na região H II está ionizado, ou seja, a abundância de hidrogênio total é igual à abundância de hidrogênio ionizado, i.e. N(H) N(H<sup>+</sup>).

Em particular, em regiões H II, os principais (mais abundantes) íons do oxigênio possuem linhas de emissão na região do óptico e podemos aplicar diretamente a equação 1.1 para este elemento com uma ótima aproximação. Neste caso, temos

$$\frac{O}{H} = \frac{O^+}{H^+} + \frac{O^{2+}}{H^+}$$
(1.2)

Todavia, muitas vezes, nem todos os principais íons de um dado elemento apresentam linhas de emissão na faixa espectral que estamos utilizando na determinação de abundância química. Para estes casos não é possível aplicar diretamente a equação 1.1 e temos que utilizar uma correção para considerar a abundância não calculada de alguns íons, ou melhor, devemos aplicar um fator de correção de ionização, doravante denominado de ICF (Ionization Correction Factor). A idéia de ICFs foi proposta no artigo clássico de Peimbert & Costero (1969). Estes autores apresentaram dados espectroscópicos das nebulosas galácticas Orion, M8 e M17 e, utilizando estes dados, propuseram ICFs empíricos para o cálculo da abundância do N, Ne e S.

Vamos considerar agora determinações da temperatura e da densidade eletrônica em regiões H II, necessárias para o cálculo de abundância iônica de um elemento qualquer.

Primeiramente, a temperatura eletrônica pode ser calculada pela razão entre linhas de emissão medidas de um mesmo íon emitidas de dois níveis com diferentes energias de excitação. Por exemplo, o valor representativo da temperatura eletrônica em regiões ao longo do raio de uma nebulosa, onde temos a maior concentração (abundância) dos íons  $O^{++}$ ,  $S^{++}$  e  $N^{+}$  pode ser estimado, respectivamente, pelas razões

$$R_{O3} = \frac{I([OIII]\lambda 4959,\lambda 5007)}{I([OIII]\lambda 4363)}$$
(1.3)

$$R_{S3} = \frac{I([SIII]\lambda9069,\lambda9532}{I([OIII]\lambda6313}$$
(1.4)

$$R_{N2} = \frac{I([NII]\lambda 6548,\lambda 6584)}{I([OIII]\lambda 5755)}$$
(1.5)

Após o cálculo de no mínimo uma destas razões, utilizamos a relação desta com a temperatura eletrônica, apresentada na Figura 1.4. Nesta figura podemos ver que  $R_{O3}$  torna-se aproximadamente constante para valores de temperatura eletrônica próximos de 20 000 K.



FIGURA 1.4 - Relação de intensidade em função da temperatura. Figura obtida de www.astronomie-amateur.fr/feuilles/Spectroscopie/NGC2392.html

Valores típicos de temperatura eletrônica em regiões H II obtidos pela razão  $R_{O3}$  estão na faixa de 8 000 K a 13 000 K (ver Kennicutt et al. 2003).

Linhas sensíveis à temperatura eletrônica  $T_e$  são fracas e difíceis de medir em nebulosas com alta metalicidade e/ou baixa excitação. Como exemplo destes objetos, temos regiões H II localizadas em galáxias espirais a pequenas distâncias galactocêntricas, ou mesmo em anéis circum-nucleares, que possuem metalicidades iguais ou superiores à metalicidade solar (ver Dors et al. 2008). Mesmo que seja possível medir a temperatura eletrônica em regiões H II de alta metalicidade, os valores obtidos podem não ser representativos para a nebulosa inteira.

Por exemplo, Garnett (1992), utilizando modelos de fotoionização, mostrou que linhas sensíveis à temperatura são emitidas em camadas do gás muito próximas a estrelas ionizantes, tornando o valor de  $T_e$  não representativo para a nebulosa inteira. Consequentemente, as determinações de abundâncias parecem ser incertas em regiões H II com alta metalicidade.

Em relação à densidade eletrônica, este parâmetro pode ser derivado utilizando duas linhas de emissão de um mesmo íon emitidas por diferentes níveis com energias de excitação próximas. Se estes dois níveis possuem diferentes probabilidades de transição, a população relativa de elétrons nos dois níveis depende apenas da densidade, assim como, a intensidade das linhas por eles emitidas. Podemos estimar a densidade eletrônica em regiões H II, por exemplo, utilizando a razão das intensidades das linhas do enxofre [S II] 6717 e [S II] 6731 ou do oxigênio [O II] 3729 Å e [O II] 3727 Å. A relação entre a intensidade destas razões e a



FIGURA 1.5 - Variação das razões de intensidades de [O II] (linha sólida) e de [S II] (linha pontilhada). Figura obtida de Osterbrook (1989).

densidade eletrônica é apresentada na Figura 1.5. Nesta figura podemos ver que estas razões são sensíveis à densidade eletrônica para valores entre 100 e 10 000 cm<sup>3</sup>. Valores típicos de densidade eletrônica em regiões H II obtidas pela razão do [S II] estão na faixa 20-600 cm<sup>3</sup>

(ver Krabbe et al. 2014).

Após o trabalho de Peimbert & Costero (1969) até o início da década de 80, praticamente nenhum trabalho foi feito com o objetivo de derivar ICFs para ser aplicado em estudos de abundância química em regiões H II. Em particular, para o argônio, nenhum ICF tinha sido obtido e a abundância dele em regiões H II <sup>1</sup> era desconhecida (Delgado-Inglada; Morisset, C.; Stasinska, G., 2014). Note-se, contudo, que novas relações de ICFs para He, O, S, Ar, Cl e C foram formuladas por Delgado-Inglada et al. (2014) que também deduziram expressões analíticas para estimar as incertezas associadas aos ICFs.

O primeiro estudo que abordou a derivação de ICFs em regiões H II foi feito por French (1981). Nesta época, a maior parte dos investigadores não tinha acesso a recursos computacionais, nem a modelos de fotoionização. Desta forma, aproximações empíricas eram empregadas na maior parte dos estudos.

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>Para estudos preliminares da abundância do argônio em nebulosas planetárias veja Kaler (1978).

## 1.2 Cálculo teórico de ICFs para o Ar

Como descrito anteriormente, quando linhas de emissão dos principais (mais abundantes) íons de um certo elemento são observadas, a abundância total deste elemento em relação à do H é obtida somando a abundância de todos os estágios de ionização deste elemento existente no gás ionizado. Contudo, se considerarmos regiões H II e o seu espectro óptico (3500 Å< $\lambda$ < 8000 Å), este procedimento só funciona para o oxigênio. Para outros elementos, e.g. Ar, S, N, Ne, temos que aplicar ICFs. Em particular, iremos discutir ICFs para o Ar.

No espectro de regiões H II, podemos observar quatro linhas de emissão do argônio, as linhas do [Ar IV] em 4711 Å e em 4740 Å e do [Ar III] em 7136 Å e 7751 Å. No entanto, a linha [Ar IV] em 4711 Å geralmente é observada sobreposta a uma outra linha de emissão, i.e. He I 4713 Å (ver Garcia-Rojas et al., 2006). Uma vez que é difícil corrigir a intensidade da linha do [Ar IV] 4711Å devido à presença da linha supracitada do He I, é melhor utilizar somente a linha [Ar IV] 4740 Å, para calcular a abundância iônica do Ar<sup>3+</sup>. Desta forma, a abundância total do argônio em regiões H II, uma vez que as linhas [Ar IV] 4740 Å, [Ar III] 7136 Å e [Ar III] 7751Å são medidas, assim como os valores da temperatura e densidade eletrônica são calculados, pode ser determinada por

$$\frac{Ar}{H} \approx \frac{Ar^{2+}}{H^+} + \frac{Ar^{3+}}{H^+}$$
(1.6)

Entretanto, existem algumas incertezas e dificuldades em aplicar a equação (1.6). Por exemplo, nesta equação, não consideramos a abundância do Ar<sup>+</sup>. Além disso, a linha do [Ar IV] 4740 Å é difícil de ser medida em regiões H II, pois sua intensidade é menor que 1% da intensidade de H. A linha de emissão do [Ar IV] 4740 Å é menos intensa que a linha do [O III] 4363 Å (ver Garcia-Rojas et al. 2006). Assim, para calcular a abundância total do argônio (Ar/H) considera-se

$$\frac{Ar}{H} = ICF(Ar^{+}) \times \left[\frac{Ar^{2+}}{H^{+}} + \frac{Ar^{3+}}{H^{+}}\right]$$
(1.7)

sendo que deve-se medir as linhas [Ar III] 7136 Å e [Ar IV] 4740 Å. Se a linha [Ar IV] 4740 Å não for medida, devemos considerar

$$\frac{\operatorname{Ar}}{\operatorname{H}} = \operatorname{ICF}(\operatorname{Ar}^{3+}) \times \left[\frac{\operatorname{Ar}^{2+}}{\operatorname{H}^{+}}\right]$$
(1.8)

sendo que devemos medir a linha [Ar III] 7136 Å ou 7751 Å.

A determinação de um ICF empírico baseia-se em utilizar abundâncias iônicas de outros elementos com potenciais de ionização (PIs) semelhantes ao do O que não podemos determinar sua abundância. Isto porque em uma determinada camada de uma região H II, íons de PIs próximos coexistem e suas abundâncias podem ser correlacionadas. Em particular, os PIs para os principais íons do argônio são 27,6 eV (Ar<sup>+</sup>), 40,7 eV (Ar<sup>2+</sup>) e 59,0 eV (Ar<sup>3</sup>+). Espécies relevantes que podem ser usadas no ICF do argônio são (Osterbrook 1989):

- S<sup>+</sup> que possui PI=23.3 eV e linhas de emissão em 6716 e 6731;
   S<sup>2+</sup> que possui PI=34.8 eV e linhas de emissão em 9069 e
   9535; O<sup>+</sup> que possui PI=35.1 eV e linhas de emissão em 3727;
- O<sup>2+</sup> que possui PI=54.9 eV e linhas de emissão em 4959 e 5007; e He<sup>0</sup> que possui PI=24.6 eV e linhas de emissão em 3889 e 6678.

Por exemplo, no caso da Eq. (1.5), pode-se analisar uma relação entre o  $ICF(Ar^{3+})$  e a abundância do íon  $O^{2+}$ .

Barker (1980) apresentou medidas espectroscópicas de fenda longa na faixa de 3500 Å  $< \lambda$  $< 10\ 000$  Å para quatro posições na nebulosa planetária NGC 6720 (Nebulosa do Anel). Baker (1980) apontou que somente as linhas de [Ar III] são suficientemente fortes para serem medidas, predominando também em muitas regiões H II observadas por outros autores. Desta forma, Barker (1980) considerou a possibilidade de derivar a abundância de argônio somente considerando a razão de abundância Ar<sup>2+</sup>/H<sup>+</sup>. Ele notou que a abundância do Ar<sup>2+</sup> pode ser considerada com um valor de 50% a mais da abundância total. Logo, ele sugeriu

$$\frac{\mathrm{Ar}}{\mathrm{H}} = 1.5 \times \left[\frac{\mathrm{Ar}^{2+}}{\mathrm{H}^{+}}\right] \tag{1.9}$$

ou seja, Barker (1980) propôs

$$ICF(Ar^+, Ar^{3+}) = 1,5$$
 (1.10)

A Eq. (1.9) foi o primeiro ICF proposto para o argônio, embora não tenha sido desenvolvido para regiões H II, mas para galáxias HII. Após este trabalho, French (1980) apresentou medidas espectroscópicas de fenda longa na faixa de 3500 Å  $< \lambda < 8000$  Å para 11 nebulosas planetárias e uma região H II. Entre outros ICFs estudados para o argônio, French (1980) propôs que as expressões

$$\frac{Ar^{2+}}{Ar} = \frac{S^{2+}}{S}$$
(1.11)

e

$$\frac{Ar^{3+}}{Ar} = \frac{0^{2+}}{0}$$
(1.12)

poderiam ser utilizadas para derivar as abundâncias de argônio. Entretanto, French e Grandi (1981), utilizando modelos de regiões H II ionizadas por estrelas com temperatura efetiva  $T_e$  na faixa 30 000K <  $T_e$  < 50 000K e considerando uma metalicidade solar para a nebulosa hipotética, encontraram que as Eqs. 1.8 e 1.9 subestimam a razão iônica  $Ar^{2+}=Ar^{3+}$  em comparação com predições de seus modelos. Com base neste resultado, French e Grandi (1981) propuseram a seguinte expressão para derivar a abundância do argônio total

$$\frac{\mathrm{Ar}}{\mathrm{H}} = \left[\frac{\mathrm{Ar}^{2+}}{\mathrm{H}^{+}} + \frac{\mathrm{Ar}^{3+}}{\mathrm{H}^{+}}\right] \times \frac{\mathrm{He}}{\mathrm{He}^{+}}$$
(1.13)

Vários outros trabalhos foram desenvolvidos para derivar o ICF para o argônio (e.g. Perez Montero et al. 2007, Izotov et al. 1997, Thuan et al. 1995) e serão discutidos nos capítulos posteriores.

Mesmo que algum esforço tenha sido feito no sentido de estudar ICFs para o argônio, a maioria dos trabalhos que abordam este assunto é endereçada a nebulosas planetárias e considera apenas o espectro na região do óptico. Ou seja, pouca atenção tem sido dada à abundância de argônio em regiões H II até agora. Esta situação surge, provavelmente, devido às linhas de emissão do argônio [Ar III] 7136 Å, 7751 Å serem observadas em uma parte do espectro onde muitos detectores têm pouca resposta, enquanto as linhas [Ar IV] 4711 Å, 4740 Å são fracas e/ou são contaminadas por outras linhas.

O argônio é um elemento importante no estudo da nucleossíntese estelar porque, como o enxofre, não se altera com a evolução de estrelas de massas baixa e intermediária. O estudo da abundância relativa do argônio em relação à do oxigênio em regiões H II possui um papel fundamental no estudo da nucleossíntese estelar. Em particular, investigando a razão de abundância Ar/O em função da metalicidade, podemos investigar se estes elementos são produzidos em estrelas com mesmo intervalo de massa ou se existe uma variação na Função de Massa Estelar (IMF).

### 1.3 Objetivos deste trabalho

Neste trabalho, foi derivado um (ICF) teórico para ser utilizado em determinações de abundância do argônio em regiões HII. Os principais objetivos são:

- Obter ICFs teóricos para o Ar utilizando determinações de abundâncias dos íons Ar<sup>2+</sup> e Ar<sup>3+</sup>.
- Investigar a influência de limites observacionais impostos nos modelos sobre a determinação de ICFs para o Ar.
- Investigar a influência da idade do aglomerado ionizante sobre a determinação de ICFs para o Ar.
- 4. Investigar o efeito do uso de diferentes modelos de fotoionização sobre a determinação

de ICFs para o Ar.

# 2 Determinação de um ICF teórico

Com o objetivo de derivar um ICF teórico para o argônio, coletamos da literatura dados espectroscópicos de fenda longa de regiões H II e galáxias H II. Estes dados nos possibilitam calcular a abundância dos ons  $Ar^{3+}$  e/ou  $Ar^{2+}$ , bem como, dos íons do oxigênio O<sup>+</sup> e O<sup>2+</sup> que, em geral, são utilizados no cálculo do ICF. Valores de abundâncias iônicas foram comparados com valores preditos por grades de modelos de fotoionização. Desta forma impomos limites nos modelos e obtivemos um ICF teórico que parece ser mais confiável que ICFs puramente teóricos. Inicialmente desenvolvemos um ICF para o argônio que utiliza somente o íon  $Ar^{2+}$ . Cada etapa desenvolvida e descrita nas secções a seguir.

## 2.1 Dados observacionais

Foram coletados da literatura dados de espectroscopia de fenda longa na região do ótico  $(3500\text{\AA} < \lambda < 8000\text{\AA})$  de regiões H II e galáxias H II que atendem aos dois critérios descritos a seguir.

- 1. A linha de emissão [O III] 4363 foi medida, possibilitando calcular a temperatura eletrônica para o oxigênio diretamente.
- 2. As linhas [O II] 3727, H , [OIII] 5007 e [Ar III] 7136 devem ter sido medidas. Quando disponível, compilamos a intensidade da linha [Ar IV] 4740. Entretanto, as intensidades destas linhas não foram utilizadas como critério de seleção devido ao pequeno número de objetos para os quais foram medidas. A densidade eletrônica foi ignorada no calculo da abundância, pois nem sempre podemos medi-la. Ou seja, nem sempre temos a razão de [S II] 6716/[S II] 6731.

Na Tabela 2.1 uma amostra destes dados é apresentada, onde na primeira coluna está a identificação dos objetos considerados, da segunda até a sétima coluna as linhas de emissão estudadas. Na última coluna, estão as referências dos autores cujos dados foram coletados. Todas as linhas de emissão foram corrigidas por avermelhamento pelos

Objeto	[OII] 3727	[OIII] 4363	[ArIV] 4740	[OIII] 5007	[ArIII] 7136	Ref.
H1105	185.0	1.4	0.0	316.0	10.2	1
H1159	198.0	1.9	0.0	317.0	9.1	1
H1170	308.0	1.6	0.0	201.0	14.1	1
H1176	160	2.4	0.00	369.00	10.0	1
H1216	151	4.7	0.00	473.00	8.2	1

TABELA 2.1 - Fluxos de linhas de emissão (relativas a H =100.0) extraídos da literatura.

Referência: (1) Kennicutt et al. (2003).

autores que coletamos os dados. No Anexo a Tabela 2.1 contém os dados observacionais na integra.

Dados similares aos considerados neste trabalho se encontram em Pérez-Montero et al. (2007). Entretanto, no presente trabalho, foi feita uma revisão desta amostra, sendo que selecionamos apenas os objetos que possuem as linhas de emissão estudadas.

### 2.2 Cálculo das abundâncias iônicas

Utilizando os dados observacionais apresentados na Tabela 2.1, calculamos a abundância iônica dos elementos  $O^+$ ,  $O^{2+}$ ,  $Ar^{2+}$  e, quando possível,  $A^{3+}$ . Para isso, utilizamos várias equações apresentadas em Dors et al. (2013) e obtidas utilizando a tarefa iônica do pacote nebular do software IRAF. Inicialmente calculamos a razão

$$R_{O3} = \frac{I([OIII]\lambda 4959,\lambda 5007)}{I([OIII]\lambda 4363)}$$
(2.1)

Após, utilizamos a seguinte relação entre  $R_{O3}$  e a temperatura eletrônica  $t_3$  proposta por Hagele et al. 2008:

$$t_3 = 0.854 - 0.002415 R_{03} + \frac{47.77}{R03}$$
(2.2)

sendo  $t_3$  em unidades de (10<sup>4</sup> K) e representa o valor de temperatura na região da nebulosa onde temos a maior concentração do íon O<sup>2+</sup>. A relação 2.2 representa aproximadamente a curva mostrada na Fig. 1.4.

De mínimos t2 como um valor representativo de temperatura eletrônica (em unidades de

 $10^4$  K) na região do gás onde encontramos uma maior concentração do íon O<sup>+</sup>. Estimamos t<sub>2</sub> (Hagele et al. 2008) assumindo a seguinte relação com t<sub>3</sub>:

$$\mathbf{t_2}^{-1} = 0.693 \, \mathbf{t_3}^{-1} + 0.281 \tag{2.3}$$

Para calcular a temperatura na região do gás onde encontramos o íon  $Ar^{2+}$ , definida por  $t_{Ar3}$  (em unidades de  $10^4$  K), adotamos a mesma metodologia utilizada em Hagele et al. (2008). Assumimos que este íon se encontra na mesma região que a do íon S<sup>2+</sup>, logo  $T_e (Ar^{2+}) T_e(S^{2+})$  e utilizamos a expressão dada por Garnett (1992).

$$\mathbf{t}_{\rm Ar3} = \mathbf{t}_{\rm S3} = 0.83\mathbf{t}_3 + 0.17 \tag{2.4}$$

No caso da região onde se encontra o  $Ar^{3+}$ , consideramos a mesma temperatura derivada para o  $O^{2+}$ , i.e.  $t_3$ .

Os valores das abundâncias iônicas (Hagele et al. 2008) foram calculadas pelas relações

$$12 + \log \frac{0^{++}}{H^{+}} = \log \left( \frac{I(4959) + I(5007)}{I(H_{\beta})} \right) + 6.144 + \frac{1.251}{t3} - 0.55 \log t_{3}$$
(2.5)

$$12 + \log \frac{0^+}{H^+} = \log \left( \frac{I(3727)}{I(H_{\beta})} \right) + 5.992 + \frac{1.583}{t^2} - 0.681 \log t_2 + \log(1 + 2.3 n_e)$$
(2.6)

$$12 + \log \frac{\mathrm{Ar}^{2+}}{\mathrm{H}^{+}} = \log \left( \frac{\mathrm{I}(7137)}{\mathrm{I}(\mathrm{H}_{\beta})} \right) + 6.157 + \frac{0.808}{\mathrm{t}_{3}} - 0.508 \log t_{3}$$
(2.7)

$$12 + \log \frac{\text{Ar}^{3+}}{\text{H}^+} = \log \left( \frac{I(4740)}{I(\text{H}_{\beta})} \right) + 5.705 + \frac{1.246}{\text{tAr}^3} - 0.156 \log t_{\text{Ar}^3}$$
(2.8)

Na equação (2.6), podemos ver que a razão de abundância de  $O^+=H^+$  tem uma dependência com a densidade eletrônica, sendo n<sub>e</sub> em unidades de 10<sup>4</sup> cm<sup>3</sup>. Neste estágio, em todos nossos cálculos assumimos um valor de n<sub>e</sub>=0.01, valor típico de regiões H II (ver Copetti et al. 2000). Posteriormente iremos calcular n<sub>e</sub> utilizando a razão de linhas do oxigênio como descrito no Capítulo 1.

### 2.3 Modelos de fotoionização

Com o objetivo de derivar um ICF teórico para o Ar, construímos uma grade de modelos de fotoionização usando o código Cloudy versão 13.00 (Ferland et al. 2013). Estes modelos são similares aos apresentados por Dors et al. (2011).

Os primeiros cálculos numéricos de nebulosas ionizadas foram feitos por Michael Seaton em 1959 (Seaton, 1959). Inicialmente foram desenvolvidos modelos considerando uma nebulosa de hidrogênio puro. Mais tarde, considerou-se a presença de H e He. Modelos mais sofisticados como os conhecidos atualmente, foram propostos por Robert Hjellming (1966). Existem hoje aproximadamente seis códigos de fotoionização: Cloudy (www.nublado.org), Aangaba (Aleman, I; Gruenwald, R, 2011), MOCASSIN (Ercolano B., Barlow M. J., Storey P. J., Liu X.-W., 2003), MAPPINGS Ic (Allen, MG et al., 2008), 3D Monte Carlo (Wood, K; John S. Mathis; Ercolano, B, 2004), NEBU (Morisset, C.; Stasinska, G.; Pena, M., 2007), PHOTO (Stasinska, G.; Leitherer, C, 1996). São bastante utilizados e em constante aprimoramento desde os anos 70. Um exemplo é o código Cloudy, utilizado nesse trabalho. Há pouco tempo os códigos eram unidimensionais. Atualmente, estão sendo elaborados códigos tridimensionais como o NEBU-3D (Morisset et al. 2005). Um inconveniente é que todos os códigos de fotoionização tendem a não reproduzir algumas razões de linhas de emissão observadas, como por exemplo, a razão de linhas R<sub>03</sub> sensíveis à temperatura eletrônica, indicando que alguns processos físicos não foram considerados ou não foram tratados corretamente. Incertezas em modelos de atmosferas estelares contribuem para essa discrepância.

Modelos de fotoionização executam seus cálculos começando na margem interna da nebulosa hipotética. Cálculos sucessivos são feitos para as regiões mais externas, calculando as abundâncias iônicas e temperaturas eletrônicas a cada faixa de raio considerada. Quando a temperatura e estabelecida pelo balanço entre os processos de aquecimento e resfriamento, e atingido o equilíbrio de fotoionização. Em particular, o código Cloudy faz os cálculos considerando divisões ao longo do raio da nebulosa hipotética onde a temperatura não difere mais que 100 K. Então e feita uma nova iteração para calcular as intensidades das linhas de emissão fornecidas pelo código.

Basicamente, em modelos de fotoionização temos que usar os seguintes parâmetros:

- 1. Distribuição de Energia Espectral (SED),
- 2. número de fótons ionizantes (Q(H)),
- 3. densidade eletrônica (Ne),
- 4. parâmetro de ionização (U) e
- 5. metalicidade (Z).

No que segue cada um destes parâmetros são definidos e uma explicação de como os usamos em nossos modelos e dada.

#### 2.3.1 Distribuição de Energia Espectral

A distribuição de energia espectral (SED) e definida como o fluxo em função da frequência ou comprimento de onda da radiação emitida por uma fonte. Ela e usada em muitos ramos da astronomia para caracterizar fontes astronômicas. Por exemplo, em radioastronomia, uma SED com um índice espectral negativo em torno de 0,7 indicaria uma fonte de radiação sincrotron. Em astronomia infravermelha, as SEDs podem ser utilizadas para classificar objetos estelares jovens (YSOs). O calculo do tipo espectral, temperatura, raio e distância, obtidos com o estudo de SEDs, e muitas vezes o primeiro passo no estudo de estrelas e aglomerados estelares.

Em nossos modelos de mínimos como SED o espectro sintético de aglomerados estelares com idades de 0.01, 1, 2.5, 5 e 10 . 10<sup>6</sup> anos, construídos por Dors & Copetti (2005) com o programa de síntese estelar evolutivo STARBURST 99 (Leitherer et al., 1999) que foi acessado remotamente pelo site http://www:stsci:edu/science/starburst99. Nestes assumimos espectros de Pauldrach et al. (2001). Foram considerados tracks de evolução estelar de Geneva (1994) com perda de massa normal. Também consideramos uma formação estelar instantânea.

No caso das SEDs obtidas utilizando o STARBURST 99, os comprimentos de onda mínimo e máximo são 91 Å e 160  $\mu$ m, respectivamente. Na região do óptico a resolução espectral é tipicamente 10-20 Å. Na figura 2.1 mostramos SEDs para modelos com idades entre 3 e 900 . 10<sup>6</sup> anos para comprimentos de onda na faixa de 10 a 10 000 Å, dados coletados da literatura. Podemos notar que, à medida que consideramos diferentes idades, mudanças significativas na SED ocorrem principalmente na região do ultravioleta ( $\lambda$ < 1000 Å). Isto ocorre porque estrelas O e B dominam a emissão de radiação durante os primeiros 10 milhões de anos. Após este período, estas estrelas evoluem e emitem radiação principalmente na faixa do infravermelho, não emitindo praticamente radiação no ultravioleta. Por isso, no presente trabalho, consideramos somente idades inferiores a 10×10<sup>6</sup> anos.

#### 2.3.2 Número de fótons ionizantes

Outro parâmetro definido nos modelos é o número de fótons ionizantes, definido por Q(H). Considerou-se o logaritmo Q(H) variando de 48 a 53 dex, com um passo de 1,0



FIGURA 2.1 - Distribuições de energia espectral de 100 Å a 1  $\mu$ m para aglomerados entre 3 Myr e 900 Myr. Figura obtida de STARBURST 99 (Leitherer et al., 1999).

dex. Estes valores são típicos de um aglomerado estelar com menos de  $6.10^6$  anos.

#### 2.3.3 Densidade eletrônica

Para a densidade eletrônica, adotamos um valor de 200 partículas/cm<sup>3</sup>. Estes valores estão dentro da faixa de valores encontrados por Krabbe et al. (2014) para regiões H II situadas ao longo do disco de uma amostra de galáxias interatuantes.

#### 2.3.4 Raio da Nebulosa

Nos modelos, o raio interno foi considerado de 4 pc, valor típico de um aglomerado estelar. O raio externo foi considerado o raio onde a temperatura eletrônica atinge o valor de 4000 K, sendo um valor médio que adotamos. Podemos verificar nos resultados de nossos modelos que este raio externo resultou em valores entre 10 e 30 pc.

#### 2.3.5 Metalicidade

É conhecido que regiões HII formam uma sequência em varias relações de linhas de emissão, sequência esta conhecida por diagramas de diagnostico (ver McCall et al. 1985 e Baldwinn, Phillips & Terlevich et al. 1981). Nas primeiras interpretações, baseadas em modelos considerando uma única estrela responsável pela ionização da nebulosa hipotética, concluiu-se que a metalicidade esta dirigindo a sequência encontrada nas razões de linhas, mas a variação de um parâmetro adicional - ou parâmetro de ionização - e necessária para reproduzir a sequência observada. Desta forma, além de variar o parâmetro de ionização nos modelos, variou-se a metalicidade da fase de gás da nebulosa.

Nos modelos, a metalicidade da fase de gás Z foi linearmente escalada com a metalicidade solar Z. Consideramos a metalicidade solar como definida no Cloudy versão 13.03 (ver Hazy I), sendo que nesta a abundância do oxigênio e do argônio são 12+log(O/H) = 8.69 e 12+log(Ar/H) = 6.40. Respectivamente, para os modelos, consideramos os seguintes valores para a metalicidade de Z = 1.0, 0.6, 0.4, 0.2, 0.05  $Z_{\odot}$ .

A abundância de todos os elementos foi linearmente escalonada com a abundância do oxigênio, com exceção da abundância do nitrogênio, que foi obtida da equação

$$\log(N/O) = \log(0.034 + 120 \text{ O/H}) \tag{2.9}$$

# 3 Resultados

Para derivar um ICF teórico para o argônio, foram comparadas as abundâncias dos íons  $O^+$ e  $Ar^{2+}$  como também a abundância total de oxigênio O/H resultantes dos modelos de fotoionização com as derivadas utilizando os dados observacionais apresentados na Tabela 1.1 (ver anexo) e as equações apresentadas no capítulo 2. Este procedimento ajuda a produzir modelos com parâmetros mais realistas aos de regiões HII reais.

### 3.1 ICF teórico

A figura 3.1 é um gráfico onde os pontos pretos são estimativas da abundância de argônio utilizando os dados observacionais (ver seção 2.2). Os pontos coloridos são estimativas dos modelos teóricos. Cada cor representa uma idade para o aglomerado ionizante. A cor verde é para 5 milhões de anos, vermelho para 2.5 milhões de anos e azul para 1 milhões de anos. Os pontos fora do retângulo foram descartados, pois divergem dos valores desejados. O retângulo representa os limites de abundância para o oxigênio e para o argônio, ou seja, a região onde estão as estimativas observacionais. Como podemos ver na figura 3.1, encontramos uma discrepância para o ICF do argônio para valores de O<sup>+</sup>/O maiores que 0.6, ou seja, para o regime de baixa excitação.

A Figura 3.2 representa o ICF do argônio versus O<sup>+</sup>/O. Os pontos representam estimativas dos modelos considerando diferentes idades como indicado. As curvas representam ajustes de um polinômio de segunda ordem sobre esses pontos.

Na Figura 3.2 é feito um ajuste para cada idade do aglomerado ionizante. Foi encontrada uma curva média para cada idade. Testamos modelos com idade de 10 milhões de anos e seu ICF foi maior que 40. Sendo assim, não consideramos esses modelos na analise.

A relação que encontramos para o ICF para 1 milhão de anos foi

$$ICF(Ar) = 4.33216x^2 - 3.11411x + 1.66952$$
(3.1)



$$\mathbf{x} = \mathbf{O}^+ / \mathbf{O}$$



FIGURA 3.1 - Comparação das abundâncias de argônio dos modelos teóricos com modelos empíricos. Cada cor representa uma idade diferente.

(3.2)



FIGURA 3.2 - Comparação dos valores de ICF para diferentes idades.

Para 2,5 milhões de anos

 $ICF(Ar) = 2.730066x^2 - 1.93718x + 1.50534$ (3.3)

E para 5 milhões de anos

$$ICF(Ar) = 5.80692x^2 - 4.38635x + 1.9315$$
(3.4)

## 3.2 Comparação com outros ICFs

#### 3.2.1 Izotov et al.(1994)

Com o objetivo de comparar nossos resultados do ICF do argônio com outros da literatura, na Figura 3.3 comparamos nosso ICF teórico com o ICF derivado por Izotov et al. (1994). Para o nosso ICF, consideramos a idade de 2.5 milhões de anos, ou seja, a Eq. 3.2.



FIGURA 3.3 - ICF para o argônio versus a razão de abundância  $O^+=O$ . A curva vermelha representa o nosso ICF teórico considerando modelos com idades de 2,5 milhões de anos (Equação 3.2) enquanto a curva preta representa o ICF proposto por Izotov et al. (1994), como indicado.

Izotov et al. (1994) assumiu a seguinte fórmula para calcular o ICF para o argônio:

ICF(Ar) = 
$$\frac{Ar}{Ar^{2+}} = (0.15 + x(2.39 - 2.64))^{-1}$$
 (3.6)

sendo  $x = O^+/O$ . Este ICF foi obtido utilizando os resultados dos modelos de fotoioniza-

ção construídos por Stasinska (1990), o qual utilizou o código de fotoionização PHOTO.

Os modelos de Stasinska (1990) diferem dos nossos modelos principalmente pelo fato destes assumirem como fonte ionizante uma estrela, com temperatura efetiva variando de 32 500 a 55 000 K e modelos de atmosfera estelar de Mihalas et al. (1972).

Podemos ver na Fig. 3.3 que um bom acordo entre o nosso ICF e o ICF proposto por Izotov et al. (1994) é encontrado para a faixa de média excitação valores entre  $0.2 < O^+ = O < 0.8$ . Para os regimes de baixa ( $O^+ = O > 0.8$ ) e alta ( $O^+ = O < 0.2$ ) excitação, encontramos valores de ICF mais baixos por um fator de aproximadamente 2.

Com o objetivo de comparar a abundância total do argônio em relação à do hidrogênio (Ar/H) derivada considerando o nosso ICF e o proposto por Izotov et al. (2006), adotamos o seguinte procedimento. Para cada objeto cujos dados observacionais estão listados na Tabela 1 (Apêndice):

- Utilizamos as equações apresentadas no Capítulo 2 para calcular as razões iônicas Ar<sup>2+</sup>, O<sup>+</sup> e O<sup>2+</sup>.
- Calculamos a razão O<sup>+</sup>= O, sendo que a abundância total do oxigênio O/H foi assumida ser O/H=(O<sup>+</sup>+O<sup>2+</sup>)/H<sup>+</sup>.
- Utilizamos o valor obtido de O<sup>+</sup>=O para calcular o nosso ICF teórico (Equação 3.2) e o ICF proposto por Izotov et al. (1994) representado na Equação 3.6.
- 4. Calculamos a abundância do argônio, assumindo

$$\frac{Ar}{H} = ICF(Ar^{2+})\frac{Ar^{2+}}{H^{+}}$$
(3.7)

Na Figura 3.4, no eixo y estão representadas a diferença entre a abundância total do argônio (Ar/H) obtida utilizando o ICF proposto por Izotov et al. (2006) e a abundância obtida utilizando o ICF derivado nesse trabalho. Ou seja

$$D = \log\left(\frac{Ar}{H}\right)_{Nosso} - \log\left(\frac{Ar}{H}\right)_{Izotov}$$
(3.8)

Podemos ver que as estimativas utilizando o ICF de Izotov produzem abundâncias de Ar/H que diferem de nossos resultados com diferenças contidas no intervalo -0.025 < D < 0.05 como indica a figura 3.4. Para valores altos de abundância do argônio (12+log(Ar/H) > 6.0), podemos encontrar um maior espalhamento da diferença entre as estimativas.

#### 3.2.2 Pérez-Montero et al. (2007)

Pérez-Montero et al. (2007) construíram uma grade de modelos de fotoionização também utilizando o código Cloudy, versão 06.02. Novamente, estes modelos diferem dos modelos construídos neste trabalho, pois eles consideram como fonte ionizante uma simples estrela com temperatura efetiva variando de 35 500 a 50 000 K. O modelo de atmosfera estelar assumido por Pérez-Montero et al. (2007) é o mesmo que o assumido neste trabalho, ou seja, WM-BASIC (Pauldrach et al. 2001).

Pérez-Montero et al. (2007) derivaram a seguinte expressão para calcular o ICF

$$ICF(Ar) = 0.596 + 0.967(1 - y) + \frac{0.077}{1 - y}$$
(3.9)

sendo  $y = O^{2+}/O$ .



FIGURA 3.4 - O eixo y representa a diferença entre a abundância total do argônio (Ar/H) obtida utilizando o ICF proposto por Izotov et al. (1994) e o ICF derivado nesse trabalho. A linha horizontal representa a igualdade entre as duas estimativas.



FIGURA 3.5 - O eixo y representa a diferença entre a abundância total do argônio (Ar/H) obtida utilizando o ICF proposto o ICF derivado nesse trabalho e o proposto por Izotov et al. (1994). A linha horizontal representa a igualdade entre as duas estimativas.

Uma vez que na expressão acima o ICF e escrito em função de O<sup>2+</sup>/O e o nosso em função de O<sup>+</sup>/O, não podemos compará-los diretamente. Podemos somente comparar a abundância total Ar/H obtida utilizando os dados observacionais e estes dois ICFs. Esta comparação e mostrada na Fig. 3.5, onde podemos notar que o nosso ICF fornece valores maiores de Ar/H que variam de 0,2 dex até 0,9 dex. Semelhante ao que foi obtido utilizando o ICF de Izotov el al. (1994). Encontramos maior espalhamento entre as estimativas para altos valores da abundância de Ar/H.

### 3.3 Razão de abundância Ar/O

No presente trabalho, apenas apresentamos determinações de Ar/O versus a abundância total do oxigênio (O/H), geralmente utilizada como traçador da metalicidade do gás). A abundância total do argônio foi obtida utilizando os dados observacionais (Tabela 1-Apêndice), as equações apresentadas no Capítulo 2 e o nosso ICF (Eq.3.2). Na Figura 3.6 mostramos os resultados obtidos. Podemos ver nesta figura:



FIGURA 3.6 - Logaritmo da abundância do argônio em relação a do oxigênio log (Ar/O) versus a abundância total do oxigênio O/H. A abundância total do argônio foi obtida utilizando os dados observacionais (Tabela 1-Apêndice), as equações apresentadas no Capítulo 2 e o nosso ICF (Eq.3.2). A reta preta representa o logaritmo da razão Ar/O obtida na atmosfera solar. A reta vermelha representa a regressão linear sobre os pontos.

- 1. Em geral, a razão log (Ar/O) é superior à solar,
- 2. Que Ar/O não depende da abundância do oxigênio.

3. Parece existir um maior espalhamento da razão Ar/O para valores baixos de O/H, ou seja, baixa metalicidade.

Semelhante análise foi feita considerando os ICFs de Izotov et al. (1994) e Pérez-Montero et al. (2007) e os mesmos resultados foram obtidos.

# 4 Conclusão

Neste trabalho construímos uma grade de modelos de fotoionização utilizando o código Cloudy com o objetivo de derivar uma expressão para calcular o Fator de Correção de Ionização para o argônio. As principais conclusões obtidas são:

- Abundâncias iônicas do argônio (Ar<sup>2+</sup>) e do oxigênio preditas por nossos modelos concordam com as obtidas utilizando dados observacionais.
- O ICF para o argônio parece depender da idade da fonte ionizante no regime de baixa excitação (O<sup>+</sup>/O > 0.8).
- O uso do nosso ICF produz valores de abundância total do argônio Ar/H um pouco maiores que valores obtidos quando o ICF derivado por outros autores é considerado.

4. Encontramos que a razão de abundância Ar/O parece não depender da metalicidade (traçada pela abundância O/H). Isto indica que o Ar e o O são produzidos por estrelas de mesmo intervalo de massa.

# Referências Bibliográficas

Aleman, I; Gruenwald, R, 2011, A&A, 528, A74

Allen, MG et al., 2008, ApJ, 178, 20

Barker, T., 1980, ApJ, 240, 99

Baldwin, J. A., Phillips, M. M., Terlevich, R., 1981, PASP, 93, 55

Berg, D. A.; Skillman, E. D.; Garnett, D. R.; Croxall, K. V.; Marble, A. R.; 2013, ApJ, 775, 128

Bresolin et al., 2002

Copetti, M. V. F.; Pastoriza, M. G.; Dottori, H. A. 1985, ApJ, 152, 427

Costas, M. B.; Edmunds, M. G. 1993, ApJ, 265, 199

Delgado-Inglada; Morisset, C.; Stasinska, G., MNRAS, 2014

Dors, O. L.; Hagele, G. F.; Cardaci, M. V.; Perez-Montero, E.; Krabbe, A. C.; V lchez, J. M.; Sales, D. A.; Ri el, R.; Ri el, R. A. 2013, ApJ, 432, 2512

Dors, O. L., Storchi-Bergmann, T.; Ri el, R. A.; Schimdt, A. A., 2008, 482, 59

Dors, O. L., & Copetti, M. V. ., 2005, A&A, 437, 837

Dors, O. L.; Krabbe, A.; Hagele, G. F.; Perez-Montero, E. 2011, ApJ, 415, 3616

Ercolano B., Barlow M. J., Storey P. J., Liu X.-W., 2003, MNRAS, 340, 1136

Esteban et al., 2009, ApJ, 0905, 2532

Ferland, G. J.; Porter, R. L.; van Hoof, P. A. M.; Williams, R. J. R.; A., N. P.; Lykins, M. L.; Shaw, G.; Henney, W. J.; Stancil, P. C., 2013, ApJ, 49, 137]

French, H.B. 1981, ApJ, 246, 434

French, H., B., 1980, PASP, 92, 753

French, H. B.; Grandi, S. A. 1981, ApJ, 244, 4931

Garcia-Rojas, J.; Esteban, C.; Peimbert, M.; Costado, M. T.; Rodriguez, M., 2006, ApJ, 368, 253

Garnett, D. R., 1992, ApJ, 103, 1330

Garnett, D. R., 1989, ApJ, 345, 282

Guseva N. G; Y. I. Izotov; G. Stasinska; K. J. Fricke ; C. Henkel; P. Papaderos ,2011, ApJ, 529, 149

Guseva et al., 2000, ApJ, 531, 776G

Guseva et al., 2003, A&A 407, 105

Hagele et al., 2011, MNRAS 414, 272H

Hagele et al., 2008, ApJ, 383, 209

Hagele et al., 2006, ApJ, 372, 293

Heydary et al., 1988, ApJ, 195, 230

Izotov, Iu. I.; Guseva, N. G.; Lipovetskii, V. A.; Kniazev, A. Iu.; Stepanian, J. A., 1991, ApJ, 247, 303

Izotov et al., 1994, ApJ, 435, 647

Izotov, Y. I.; Foltz, Craig B.; Green, R. F.; Guseva, N. G.; Thuan, T. X., 2004, ApJ, 487, 37

Izotov et al., 2001, ApJ, 562, 727

Izotov Y. I.; D. Schaerer; A. Blecha; F. Royer; N. G. Guseval; P. North, 2006, ApJ, 459, 71

Izotov Y. I., et al., 1997, ApJ, 487L, 37I

Kaler, J. B., ApJ, 220, 609

Kehrig, C.; Vílchez, J. M.; Telles, E.; Cuisinier, F.; Pérez-Montero, E. 2006, ApJ, 457, 477

Kennicutt, R. C., Bresolin, F.; Garnett, D. R., 2003, ApJ, 591, 801

Kobulnicky et al., 1997, ApJ, 477, 679

Krabbe, A. C.; Rosa, D. A.; Dors, O. L.; Pastoriza, M. G.; Winge, C.; Hagele, G. F.; Cardaci, M. V.; Rodrigues, I. 2014, ApJ, 437, 1155

Krabbe, A. C., Rosa, D. A., Dors, O. L. et al. 2014, MNRAS, 437, 1155 Kwitter,

K. B.; Henry, R. B. C. 2001, ApJ, 562, 804

Lee, J.C.; Salzer, J.J.; Melbourne, J., 2004, ApJ, 616, 752

Leitherer, C.; Schaerer, D.; Goldader, J. D.; Delgado, R. M. Gonzalez, 1999, ApJ, 123, 3 Lopez-

Sanchez, A. R.; C. Esteban 2009, ApJ, 508, 615

McCall, M. L., Rybski, P. M., Shields, G. A., 1985, ApJS, 57, 1

Melbourne et al. 2004, ApJ, 616, 752

Melnick, Gary J., 19989, ApJ, 3357, 348

Melnick, J., Terlevich, R, Moles, M. 1988, MNRAS, 235, 297 Morisset,

C., Stasinska, G., Pena, M., 2007, RevMexAA, 23, 115

Mouhcine, M; Lewis, I; Jones, B; Lamareille, F; Maddox, S.J.; Contini,

T, 2005, MNRAS, 362, 1143Osterbrock, D., 1989

Pauldrach A. W. A., Homann, T. L.; Lennon, M., 2001, ApJ, 804, 105 Peimbert,

M.; Costero, R., 1969, ApJ, 5, 3

- Pettini, M.; Pagel, B. E. J., 2004, MNRAS, 348L, 59
- Pérez-Montero, E; Hagele, G. F.; Contini, T.; Diaz, Angeles I., 2007, ApJ, 381, 125 Pérez-
- Montero, E.; D az, A. I.; Zamorano, J.; Gallego, J. 2003, ApJ, 17, 205
- Sanchez et al. 2009, A&A 508, 615
- Serrano, A.; Peimbert, M. 1983, ApJ, 8, 117
- Seaton, M. J., 1959, ApJ, 119, 81
- Stasinska, G.; Izotov, Y. 2003, ApJ, 397, 71
- Stasinska, G.; Leitherer, C, 1996, ApJ, 107, 661
- Van Zee, L, 2000, ApJ, 543, L3
- Vermeij, R; van der Hulst, J. M. 2002, ApJ, 391, 1081 Vila
- Vílchez, J. M.; Pagel, B. E. J.; Diaz, A. I.; Terlevich, E.; Edmunds, M. G. 1988, ApJ, 235, 633
- Vílchez, J; Iglesias-Páramo, J, 2003, ApJS, 145, 225
- Wood, K; John S. Mathis; Ercolano, B, 2004, MNRAS, 348, 1337

Apêndice

labela 1. Fluxos de linhas de emissão	(relativas a H =100.0)	extraída da literatura.

Object	[OII] 3727	[OIII] 4363	[ArIV] 4740	[OIII] 5007	[ArIII] 7136	Ref.
H1105	185.0	1.4	0.0	316.0	10.2	1
H1159	198.0	1.9	0.0	317.0	9.1	1
H1170	308.0	1.6	0.0	201.0	14.1	1
H1176	160	2.4	0.00	369.00	10.0	1
H1216	151	4.7	0.00	473.00	8.2	1
H128	145	1.7	0.00	391.00	10.6	1
H143	219	2.3	0.00	284.00	92	1
H149	212	1.8	0.00	318.00	11.6	1
H409	218	2.3	0.00	370.00	92	1
H67	244	<u></u> 3 5	0.00	342.00	87	1
N5471-A	106	9.5	0.00	644.00	77	1
N5471-R	213	6.6	0.00	395.00	6.4	1
N5471-C	17/	5.0 5.1	0.00	<i>4</i> 16.00	6.8	1
N5471-D	137	9. <del>4</del> 8.0	0.00	578.00	8.0	1
10032	157 3	6.0	0.00	160 7	0.0	2
11624	137.3	0.2	0.500	400.7	9.2	2
J1024	147.1	7.0 F.G	0.500	004.Z	0.U 6.0	2
	103.4	0.0 177 F	0.500	433.4	0.2	2
	50.4 574	177.3 075	10.7	0.52619	21.0	ა ი
	574	975	0.0064	3.7505	281	3
	78.65	9.41	0.66	346.17	3.15	3
KISSB 61	138.7	9.5	0.0	449.2	3.3	4
KISSB 86	214.8	5.5	0.0	454.3	6.8	4
KISSB 73	261.5	5.6	0.0	362.4	5.7	4
KISSB 87	189.5	2.8	0.0	447.0	5.8	4
KISSB 116	351.0	49.0	0.0	4378.0	78.0	4
KISSR 286	205.3	3.7	0.0	426.3	6.9	4
KISSR 171	183.1	5.2	0.0	485.7	7.9	4
KISSB 175	179.0	8.5	0.0	569.4	5.7	4
KISSR 814	181.4	8.0	0.0	512.9	6.6	4
UGCA292-1	834.0	38.0	0.0	1441	19.0	5
UGCA292-2	503.0	43.0	0.0	1841.0	28.0	5
NGC 595	205	0.19	0.0	92.0	6.9	6
NGC 604	114.7	0.63	0.0	221.0	7.1	6
H 1013	78	0.19	0.0	97	6.8	6
NGC 5461	55	1.1	0.0	302	8.8	6
N81	124.55	8.58	0.0	694.11	10.70	6
UV-1	130	4.7	0.0	486.5	12.2	7
MA11	0.50	-1.28	0.0	-0.15	-1.30	8
A-INT-1	191	5.14	0.0	423	8.49	9
A-INT-2	213	5.29	0.0	430	8.56	9
IRAS-C	146.8	3.12	0.0	470	6.37	9
IRAS 3	270	1.66	0.0	288	11.8	9
IIIZw107A	213	3.14	0.0	375	1.4	9
IIIZw107B	306	1.97	0.0	293	9.4	9
Tol 9 INT	142	0.55	0.0	236	10.5	9
Tol1457-262A	224	8 68	0.0	560	12 39	g
Tol1457-262B	187	10.6	0.0	522	11.6	9

Object	[OII] 3727	[OIII] 4363	[ArIV] 4740	[OIII] 5007	[ArIII] 7136	Ref.
Tol 1457-262C	270	6.8	0.0	455	12.0	9
NGC 588	148.2	2.4	0.0	464.7	6.0	10
VCC 1699	126.0	4.1	0.5	553.1	10.5	11
VCC 1313	110.2	9.5	0.0	463.7	4.6	11
VCC 428	212.8	7.2	0.0	291.0	6.1	11
J0240-0828	55.53	14.54	1.68	694.21	3.43	12
J0519+0007	42.19	15.41	1.47	432.67	1.94	12
HS 0837+4717	51.12	17.35	1.35	553.43	3.51	12
HS 1028+3843	54.16	16.19	2.13	747.82	4.01	12
J1253 0312	84.56	10.34	1.09	685.90	7.45	12
HS 2236+1344	60.72	17.65	2.32	479.20	2.33	12
II Zw 40	839	109	15.0	7409.0	77.0	13
Mrk 1236	151.3	4.3	0.0	4.134	0.092	13
Mrk 178	126.4	11.9	0.0	546.6	8.6	13
Mrk 1329	115.2	4.6	0.0	548.5	9.2	13
UM 254	250.92	1.80	0.0	231.11	7.03	14
UM 283D	294.65	4.10	0.0	336.63	9.35	14
UM 133H	107.18	7.72	0.0	367.90	4.34	14
UM 160 No.1	105.84	8.62	0.0	565.00	5.77	14
UM 160 No.2	146.49	6.26	0.0	520.03	5.68	14
UM 160 No.3	177.17	4.29	0.0	418.88	7.22	14
POX 4	81.26	9.12	0.93	652.36	5.35	14
CAM 0357-3915	82.50	13.61	1.35	664.73	3.73	14
NGC 346A No.1	89.43	7.43	0.21	547.45	8.00	14
NGC 346A No.2	94.81	6.49	0.62	515.86	6.88	14
NGC 346A No.3	116.32	6.28	0.48	483.33	7.95	14
NGC 346B No.1	155.64	6.16	0.0	486.69	8.12	14
NGC 346B No.2	84.73	6.34	0.0	503.17	7.24	14
NGC 346D No.1	177.00	6.37	0.16	470.52	7.67	14
NGC 346D No.2	87.73	6.46	0.24	518.55	7.68	14
NGC 346D No.3	115.25	6.43	0.0	480.11	7.99	14
NGC 346D No.4	123.48	6.82	0.32	498.36	7.80	14
NGC 456A No.1	229.94	4.39	0.0	370.72	8.21	14
NGC 456A No.2	132.81	4.75	0.0	425.09	8.36	14
NGC 456A No.3	170.10	4.44	0.0	390.36	8.08	14
TOL 65 No.1	69.99	10.36	0.62	375.89	2.79	14
TOL 65 No.2	102.15	9.13	0.55	341.57	3.22	14
NGC 6822V No 1	77.03	6 27	0.49	582 55	9.62	14
NGC 6822V No 2	91.55	6.63	0.55	575 53	9.24	14
NGC 6822X	111 50	5.68	0.0	464 54	10.05	14
TOI 2146 391 No 1	73.86	12 78	1 19	587.08	4 93	14
TOI 2146 391 No 2	71.21	12.69	1.13	564 63	4 32	14
TOL 2240-384	64.03	13.87	1.10	644 11	2 41	14
Knot A	188 32	5 24	0.0	430 82	7 17	15
Knot R	132 66	9.24 8.46	0.0	486 53	5.21	15
Knot C	148 00	8 38	0.0	<u>4</u> 47 97	5 81	15
SDSS J1455	111.54	10.22	1.03	613.55	6.62	16

## Tabela 1. Fluxos de linhas de emissão (relativas a H =100.0) extraída da literatura.

Object	[OII] 3727	[OIII] 4363	[ArIV] 4740	[OIII] 5007	[ArIII] 7136	Ref.
SDSS J1509	153.18	43.95	0.0	499.42	9.82	16
SDSS J1540	217.93	2.91	0.0	309.42	8.92	16
SDSS J1616	849.1	459.7	6.9	6151.6	73.6	16
SDSS J1657	188.32	5.24	0.0	430.82	7.17	16
SDSS J1729	176.22	6.60	0.40	515.41	8.64	16
SDSS J002101	163.4	5.6	0.5	434.3	6.2	17
SDSS J003218	157.3	6.2	0.5	460.7	9.2	17
SDSS J162410	147.1	7.0	0.5	564.2	8.0	17
SDSS J162410	148.0	6.0	0.5	585.5	7.2	17
UM 311	180	2.3	0.0	397.5	8.5	18
center	25.29	11.29	0.95	327.33	1.72	19
0.6SW	27.25	11.78	0.98	311.02	1.66	19
1.2SW	31.11	12.16	1.07	307.90	1.70	19
1.8SW	28.24	10.77	0.0	270.25	1.70	19
2.4sw	29.19	7.66	0.0	224.78	2.36	19
0.6NE	24.65	11.68	0.94	342.20	1.73	19
1.2NE	33.83	11.95	0.81	328.94	1.98	19
1.8NE	39.19	10.93	0.0	299.87	2.28	19
2.4NE	43.46	9.67	0.0	273.61	2.78	19
Tol 1214	34.1	16.9	1.6	508.2	2.2	20
Tol 65	67.4	9.5	0.6	362.8	3.1	20
CCD	124.44	8.58	49.0	694.11	10.7	21
l Zw 18n	23.8	6.8	0.0	206.9	1.6	22
I Zw 18s	49.9	5.2	0.0	172.4	1.8	22
1331+493N	88.6	12.1	0.6	545.8	3.7	23
1437+370	140.1	8.8	0.8	526.8	9.1	23
0832+699	105.5	6.7	0.0	281.8	3.6	23
0940+544N	50.5	13.6	1.1	339.0	3.1	23
0946+558	148.7	8.2	0.8	545.5	6.5	23
0948+532	136.7	8.3	0.0	563.2	8.0	23
1135+581	134.6	6.9	0.7	476.5	8.4	23
1152+579	88.7	14.0	1.2	604.3	5.4	23
1159+545	67.7	10.9	0.7	346.0	4.1	23
1211+540	64.6	64.6	0.6	464.8	3.6	23
Mrk 600	130.2	11.8	0.0	548.3	6.0	24
SBS0335-052	28.5	10.6	1.2	305.8	1.8	24
Mrk 1089	237.7	2.1	0.0	239.4	7.7	24
Mrk 5	212.9	4.4	0.0	381.5	8.7	24
Mrk 1199	136.9	0.1	0.0	31.9	2.4	24
Mrk 1271	160.6	10.2	0.9	608.4	7.7	24
Mrk 36	129.3	9.6	0.0	483.4	6.2	24
Mrk 162	329.4	4.0	0.0	368.2	6.5	24
UM 448	277.6	3.0	0.0	259.9	6.4	24
Mrk 750	170.1	5.6	0.0	501.6	9.0	24
UM 461	52.7	13.6	1.3	602.2	4.6	24
UM462 SW	174.2	7.8	0.5	492.9	8.5	24

#### Tabela 1. Fluxos de linhas de emissão (relativas a H =100.0) extraída da literatura.

Tabela 1. Fluxos de linhas de emissão (relativas a H =100.0) extraída da literatura.

SBS1159+54567.810.91.1372.44.124SBS1249+493124.910.80.0460.43.524SBS1415+437112.58.60.5343.03.924SBS1420+54457.718.42.6686.23.324Mrk 930237.15.00.0417.06.924SBS 1415a94.98.40.5354.24.225SBS 1415b108.57.00.0316.94.825
SBS1249+493124.910.80.0460.43.524SBS1415+437112.58.60.5343.03.924SBS1420+54457.718.42.6686.23.324Mrk 930237.15.00.0417.06.924SBS 1415a94.98.40.5354.24.225SBS 1415b108.57.00.0316.94.825
SBS1415+437112.58.60.5343.03.924SBS1420+54457.718.42.6686.23.324Mrk 930237.15.00.0417.06.924SBS 1415a94.98.40.5354.24.225SBS 1415b108.57.00.0316.94.825
SBS1420+54457.718.42.6686.23.324Mrk 930237.15.00.0417.06.924SBS 1415a94.98.40.5354.24.225SBS 1415b108.57.00.0316.94.825
Mrk 930237.15.00.0417.06.924SBS 1415a94.98.40.5354.24.225SBS 1415b108.57.00.0316.94.825
SBS 1415a         94.9         8.4         0.5         354.2         4.2         25           SBS 1415b         108 5         7.0         0.0         316.9         4.8         25
SBS 1415b 1085 70 00 3169 48 25
II Zw 40 59.06 12.77 1.29 721.72 8.03 26
Mrk 71 44.09 16.32 2.29 726.55 5.39 26
Mrk 996 198.11 14.83 0.0 281.75 7.14 26

Referências citadas na Tabela 1.

- (1) Kennicutt, Robert C., Jr.; Bresolin, Fabio; Garnett, Donald R., 2003, ApJ, 591, 801
- (2) Hagele et al., 2006, ApJ, 372, 293
- (3) Izotov, Y. I.; Papaderos, P.; Guseva, N. G.; Fricke, K. J.; Thuan, T. X., 2004, A&A

421, 539

- (4) Lee, J.C.; Salzer, J.J.; Melbourne, J., 2004, ApJ, 616, 752
- (5) Van Zee, L, 2000, ApJ, 543, L3
- (6) Esteban et al., 2009, ApJ, 0905, 2532
- (7) Kobulnicky et al., 1997, ApJ, 477, 679
- (8) Kwitter, K.B.; Aller, L., 1981, ApJ, 195, 939
- (9) A. R. López-Sánchez; C. Esteban, 2009, A&A 508, 615
- (10) Heydary et al., 1988, ApJ, 195, 230
- (11) Vílchez, J; Iglesias-Páramo, J, 2003, ApJS, 145, 225
- (12) Izotov & Thuan, 2004, ApJ, 602, 200
- (13) Guseva et al., 2000, ApJ, 531, 776G
- (14) Guseva et al., 2011, A&A 16291
- (15) Hagele et al., 2011, MNRAS 414, 272H
- (16) Hagele et al., 2008, ApJ, 383, 209
- (17) Hagele et al., 2006, ApJ, 372, 293
- (18) Izotov et al., 1999, ApJ, 527, 757
- (19) Guseva et al., 2003, A&A 407, 75
- (20) Izotov et al., 2001, ApJ, 562, 727
- (21) Mouhcine, M; Lewis, I; Jones, B; Lamareille, F; Maddox, S.J.; Contini, T, 2005,

MNRAS,362, 1143

- (22) Izotov et al., 1997, ApJ, 487L, 37I
- (23) Izotov et al., 1994, ApJ, 435, 647
- (24) Izotov et al., 1998, ApJ, 500, 188
- (25) Guseva et al., 2003, A&A 407, 105
- (26) Izotov et al., 2011, ApJ, 734, 82I