

Universidade do Vale do Paraíba
Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento

CLAUDIO DE SOUSA CASTRO

**DETERMINAÇÃO DE METALICIDADE EM NÚCLEOS DE
GALÁXIAS SEYFERT**

São José dos Campos, SP

2018

CLAUDIO DE SOUSA CASTRO

**DETERMINAÇÃO DE METALICIDADE EM NÚCLEOS DE
GALÁXIAS SEYFERT**

Tese de Doutorado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, como complementação dos créditos necessários para a obtenção do título de doutor em Física e Astronomia.

Orientador: Dr. Oli Luiz Dors Junior

Coorientadora: Dra. Monica Viviana Cardaci

São José dos Campos, SP

2018

TERMO DE AUTORIZAÇÃO DE DIVULGAÇÃO DA OBRA

Ficha catalográfica

Castro, Claudio de Sousa

Determinação de metalicidade em núcleos de galáxias Seyfert /
Claudio de Sousa Castro; orientador, Oli Luiz Dors Junior;
co-orientadora Monica Viviana Cardaci. - São José dos Campos, SP,
2018.

1 CD-ROM, 81 p.

Tese (Doutorado) - Universidade do Vale do Paraíba, São José
dos Campos. Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia.

Inclui referências

1. Física e Astronomia. 2. Active Galactic Nuclei. 3.
Metalicidade. 4. Seyfert. 5. Galáxias. I. Dors Junior, Oli Luiz,
orient. II. Cardaci, Monica Viviana, co-orient. III. Universidade
do Vale do Paraíba. Programa de Pós-Graduação em Física e
Astronomia. IV. Título.

Eu, Claudio de Sousa Castro, autor(a) da obra acima referenciada:

Autorizo a divulgação total ou parcial da obra impressa, digital ou fixada em
outro tipo de mídia, bem como, a sua reprodução total ou parcial, devendo o
usuário da reprodução atribuir os créditos ao autor da obra, citando a fonte.

Declaro, para todos os fins e efeitos de direito, que o Trabalho foi elaborado
respeitando os princípios da moral e da ética e não violou qualquer direito de
propriedade intelectual sob pena de responder civil, criminal, ética e
profissionalmente por meus atos.

São José dos Campos, 10 de Agosto de 2023.



Autor(a) da Obra

Data da defesa: 15 / 03 / 2018

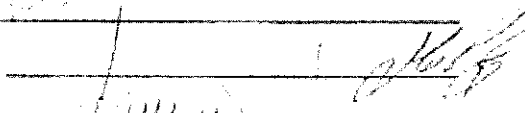
CLAUDIO DE SOUSA CASTRO

“DETERMINAÇÃO DE METALICIDADE EM NÚCLEOS DE GALÁXIAS SEYFERT 2”.

Tese aprovada como requisito parcial à obtenção do grau de Doutor, do Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, do Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento da Universidade do Vale do Paraíba, São José dos Campos, SP, pela seguinte banca examinadora:

PROF.^a DR.^a ANGELA CRISTINA KRABBE 

PROF. DR. OLI LUIZ DORS JUNIOR 

PROF.^a DR.^a MONICA VERONICA CARDACI - UNLP 

PROF. DR. FRANCISCO CARLOS ROCHA 

PROF. DR. ROGEMAR ANDRÉ RIFFEL – UFSM 

PROF. DR. ALBERTO RODRIGUEZ ARDILA – LNA 

Prof. Dr. Leandro José Raniero

Diretor do IP&D – Univap

São José dos Campos, 15 de Março de 2018.

"...Quero assistir ao sol nascer
Ver as águas dos rios correr
Ouvir os pássaros cantar
Eu quero nascer
Quero viver..."

Cartola - Preciso me encontrar

*A meus avós, Carmelita & José Gil e Florinda & Getúlio.
Com quem aprendi o valor de afeto e de respeito.*

AGRADECIMENTOS

Primeiramente, a DEUS pela vida e por propiciar tantas oportunidades de estudos e orientar meu caminho, dando-me serenidade e perseverança.

À MINHA FAMÍLIA, especialmente à minha mãe Vilma, aos meus irmãos Fábio e Lilian e aos meus sobrinhos Vitório e Lavínia, por sempre estarem presentes com seu carinho.

Agradeço ao meu professor Oli, por ter me dado a oportunidade de realizar esse trabalho, foi uma honra tê-lo como orientador. Não obstante, sou grato à professora Monica e ao professor Guillermo, sempre prontos para nos auxiliar nessa jornada.

Agradeço aos meus amigos queridos, Ronaldo, César, Cristiane e Leide, sempre uma inspiração na busca pelo conhecimento. Agradeço também, aos corajosos colegas do departamento de Física e Astronomia, Zuleika, Deise, Sarita, Matheus, Brunno, Antônio, Maukers, Lucas, Alexandre, Eduardo, Fabrícia e Thays, de braços dados pela Ciência.

Sou grato aos amigos Mirian e Allan, por suportarem todas as adversidades fora dos muros universitários. Às insubstituíveis amigas, Tamara e Fátima, por seu amor incondicional.

Não poderia deixar de agradecer às amadas Núbiles: Gracinha, Claudia e Gabrielle, pelo carinho e cuidados que foram imprescindíveis nessa trajetória. E, também, aos queridos amigos Victor, Felipe, André, Rodolfo e Junio, companheiros e incentivadores desse processo.

Gostaria de manifestar minha gratidão a todos os professores, colegas e funcionários do Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento da UNIVAP. Não deixando de agradecer, também, ao apoio financeiro da CAPES. Antecipo-me, e agradeço aos membros da banca examinadora da defesa e, também, aos demais, que participaram da banca do exame de qualificação.

Por fim, agradeço ao apoio incondicional de todos aqueles que não citei nominalmente, mas que, certamente, fizeram parte desse processo de uma maneira ou de outra.

DETERMINAÇÃO DE METALICIDADE EM NÚCLEOS DE GALÁXIAS SEYFERT

RESUMO

Ao longo das últimas décadas o trabalho envolvendo os objetos conhecidos como *Active Galactic Nuclei* (AGNs) vem ganhando cada vez mais atenção de diversos autores, no sentido aprimorar os conhecidos já adquiridos, mas também aprimorar esse conhecimento. Esses conhecimentos permeiam desde o entendimento dos processos físicos que nestes ocorrem, bem como aumentar a contribuição para um melhor mapeamento do Universo. A proposta inicial do projeto da tese partiu do fato de se explorar os valores tanto de metalicidade (Z) quanto do parâmetro de ionização (U) dos AGNs disponíveis na literatura por meio das intensidades dos valores de suas linhas de emissão na faixa do espectro do infravermelho, ótico e ultravioleta. Após a obtenção destes valores, compará-las com os valores preditas por uma grade de modelos de fotoionização, construídos com o código *CLOUDY*. Até o início deste trabalho de tese haviam na literatura apenas três calibrações (teóricas) para os AGNs relacionando as intensidades das linhas de emissão e aqueles obtidos pelo código, uma na faixa do ultravioleta e duas na faixa do ótico. Dentre os tipos de AGNs classificados, foi escolhido para esta análise as chamadas galáxias *Seyfert*. No primeiro momento, o trabalho se deu na região do ótico e foi obtida uma calibração entre a metalicidade (Z) e as intensidades das razões de linhas de emissão $N2O2 = \log([\text{NII}]\lambda 6584 / [\text{OII}]\lambda 3727)$ para uma mostra de ~ 60 objetos. Para essa região do espectro eletromagnético a calibração ($Z - N2O2$) para os núcleos das galáxias Seyfert selecionadas da amostra uma larga faixa de metalicidades ($0,30 \leq Z/Z_{\odot} \leq 2,00$), com um valor médio de $\langle Z \rangle \approx Z_{\odot}$. Estes valores obtidos da calibração foram comparados com outros fatores físicos (exemplo, luminosidade) para verificar se havia ou não alguma correlação. Seguindo o mesmo procedimento, partiu-se para a análise da região do ultravioleta e a calibração obtida entre a metalicidade (Z) e as intensidades das razões com as linhas de emissão $C43 = \log[(\text{CIV}\lambda 1549 + \text{CIII}\lambda 1909) / \text{HeII}\lambda 1640]$, para uma amostra de ~ 10 objetos, obtendo a calibração $Z - C43$. Dessa calibração foi obtida uma faixa mais estreita de metalicidades ($1,00 \leq Z/Z_{\odot} \leq 1,75$), com um valor médio de $\langle Z \rangle \approx 1,4Z_{\odot}$. Finalmente, buscou-se comparar estes valores de metalicidades obtidos da calibração com os valores da luminosidade destes. Vale lembrar que as calibrações foram obtidas da comparações dos valores das intensidades de linhas de emissão das galáxias *Seyfert* escolhidas das amostras com os valores das grades construídas pelo *CLOUDY* por meio de interpolação linear entre estes valores através dos chamados "diagramas de diagnóstico" e que desta mesma maneira pode-se obter também, os valores dos parâmetros de ionização.

Palavras-chave: galáxias: abundâncias ; galáxias: evolução ; galáxias: formação ; galáxias: geral ; galáxias: Seyfert

DETERMINATION OF METALLICITY IN NUCLEUS OF SEYFERT GALAXIES

ABSTRACT

During the last decades the work involving objects known as *Active Galactic Nuclei* (AGNs) has been gaining more and more attention from several authors, in order to improve already known acquaintances, but also enhance that knowledge. This knowledge permeates from the understanding of the physical processes that in these occur, as well as increase the contribution to a better mapping of the Universe. The initial proposal of the the thesis project started from the fact of exploring the values of both metallicity (Z) and the ionization parameter (U) of the AGNs available in the literature by means of the intensities of the values of their emission lines in the range of the infrared, optical and ultraviolet spectrum. After obtaining these values, compare them with the values predicted by a grid of photoionization models, built with the code *CLOUDY*. Until the beginning of this thesis work had in the literature only three calibrations (theoretical) for the AGNs relating the intensities of the emission lines and those obtained by the code, one in the ultraviolet range and two in the optical range. Among the types of AGNs classified, the calls *seifert* galaxies were chosen for this analysis. At the first moment, the work occurred in the optical region shows a calibration was obtained between the metallicity (Z) and the intensities of the emission ratio $N2O2 = \log([\text{NII}]\lambda 6584 / [\text{OII}]\lambda 3727)$ for a ~ 60 objects. For this region of the electromagnetic spectrum the calibration ($Z - N2O2$) for the nuclei of the Seyfert galaxies selected from the sample were a wide range of metallicities ($0.30 \leq Z/Z_{\odot} \leq 2.00$), with an average value of $\langle Z \rangle \approx Z_{\odot}$. These values obtained from the calibration were compared with other factors (e.g., brightness) to check if there was any correlation. Following the same procedure, the analysis of the ultraviolet region and the calibration obtained between the metallicity (Z) and the intensities of the ratios with the emission lines $C43 = \log[(\text{CIV}\lambda 1549 + \text{CIII}\lambda 1909) / \text{HeII}\lambda 1640]$, for a sample of ~ 10 objects, obtaining the $Z - C43$ calibration. From this calibration a narrower range was obtained of metallicities ($1.00 \leq Z/Z_{\odot} \leq 1.75$), with an average value of $\langle Z \rangle \approx 1.4Z_{\odot}$. Finally, we tried to compare these values of metallicities obtained from the calibration with the values of their luminosity. It is worth remembering that the calibrations were obtained from the comparison of the values of the emission line intensities of the *Seyfert* galaxies chosen from the samples with the values of the grids built by *CLOUDY* by means of linear interpolation between these values through the so-called "diagnostic diagrams" and in this same way, the values of the ionization parameters can also be obtained.

Keywords: galaxies: abundances ; galaxies: evolution ; galaxies: formation ; galaxies: general ; galaxies: Seyfert

LISTA DE FIGURAS

		<u>Pág.</u>
1	Imagem da galáxia (visível e raio-X) NGC1068 que contém um AGN tipo Seyfert 2.	17
2	Espectro do núcleo da galáxia Seyfert 2 - NGC7213. A identificação de algumas linhas está indicada.	18
3	Ilustração - projeção do "céu" em coordenadas equatoriais para cerca de 1.000.000 galáxias do SDSS.	21
4	A distribuição dos <i>redshifts</i> da amostra de galáxias do S7.	22
5	Ilustração: localização da operação do telescópio IUE ao longo das décadas.	23
6	Diagrama de diagnóstico $\log([OIII]\lambda 5007/H\beta)$ versus $\log([NII]\lambda 6584/H\alpha)$ contendo os dados de objetos compilados da literatura e listados na Tabela 2. A curva representa a linha proposta por Kewley et al. (2001) utilizada para separar dados de regiões HII de AGNs. Pontos pretos e vermelhos representam objetos compilados por Dors et al. (2015) e observados por Dopita et al. (2015), respectivamente.	25
7	Diagrama de diagnóstico $\log([CIII]\lambda 1909/He\lambda 1640)$ versus $\log([CIV]\lambda 1549/He\lambda 1640)$ contendo os objetos compilados da literatura e listados na Tabela Os limites representam a divisão proposta por Feltre et al. (2016) utilizada para separar dados de regiões HII de AGNs. Pontos pretos representam objetos compilados por Kraemer et al. (1994) e Diaz (1998).	26
8	Exemplo de diagrama de diagnóstico utilizando a combinação das razões de linhas $\log N/H$ versus $\log O/H$. Os pontos representam os objetos observados e a linha representa o ajuste proposto ($\log N/H = (1,05 \pm 0,09) \times \log O/H - (0,35 \pm 0,33)$) por Dors Jr. et al. (2017).	31
9	Diagrama BPT/gaiivota de uma amostra de galáxias do SDSS com SFHs sobrepostos. Linhas tracejadas - Stasińska (2006) (azul) e Kewley et al. (2006) (laranja). Nota-se que à esquerda apresenta regiões de Formação Estelar e à direita apresenta Seyfert e LINERs (acima e abaixo, respectivamente).	33
10	Diagrama BPT mostrando as razões de intensidades $\log([OIII]\lambda 5007/\lambda 4861)$ versus $\log([NII]\lambda 6584/\lambda 6563)$. Asteriscos representam AGNs, círculos vazios regiões HII e círculos cheios representam a amostra de objetos do Sloan Digital Sky Survey (SDSS). A linha sólida e a linha tracejada representam a divisão entre regiões HII e AGNs propostas por Kauffmann et al. (2003) e Kewley et al. (2001), respectivamente.	34
11	Esquema representando o Modelo Unificado.	36
12	Espectros de núcelos de Seyfert tipo I (topo) e tipo II (base).	37

13	Calibração entre razões de linhas $[\text{N II}]\lambda\lambda 6548,6584/\text{H}\alpha$ e $[\text{O III}]\lambda\lambda 4959,5007/\text{H}\beta$ e abundância de oxigênio ($z = 12 + \log(\text{O}/\text{H})$, Equação 14) sugerida por Storchi-Bergmann et al. (1998). As curvas representam resultados de modelos de fotoionização.	42
14	Calibração entre razões de linhas $\log([\text{O II}]\lambda\lambda 3727,3729/[\text{O III}]\lambda\lambda 4959,5007)$ e $\log([\text{N II}]\lambda\lambda 6548,6584/\text{H}\alpha)$ e abundância de oxigênio ($z = 12 + \log(\text{O}/\text{H})$, Equação 15) sugerida por Storchi-Bergmann et al. (1998). As curvas representam resultados de modelos de fotoionização.	43
15	Logarítmo da metalicidade em relação a unidade solar versus $C43 = \log[(\text{C IV}\lambda 1549 + \text{C III}\lambda 1909)/\text{He II}\lambda 1640]$. As curvas apresentam os ajustes (Tabela 1) sobre os resultados dos modelos de fotoionização, representado por pontos. A área hachurada separa os braços superior e inferior como indicado.	44
16	Índices $N2O2$ e $N2$ versus o logarítmo do parâmetro de ionização para diferentes metalicidades, painéis inferior e superior, respectivamente. As retas conectam resultados dos modelos de fotoionização representados por pontos. Resultados de modelos com diferentes metalicidades são representados por diferentes cores, como indicado.	46
17	Logarítmo da razão de linhas $[\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O II}]\lambda 3727$ versus $N2O2$. As linhas sólidas conectam os resultados dos nossos modelos com iso-metalicidade, enquanto as linhas tracejadas, conectam modelos com iso-parâmetro de ionização, como indicado. Os pontos representam os dados observados compilados da literatura. O ponto fora da região ocupada pelos modelos (representado por um triângulo) corresponde ao núcleo de NGC1068.	49
18	Z/Z_{\odot} versus índice $N2O2$. Os pontos representam as estimativas de metalicidade obtida pela interpolação dos resultados do nosso modelo de fotoionização utilizando a Figura 17 e valores observados de $N2O2$, ambos listados na Tabela 2. A curva representa o ajuste sobre estes pontos representado pela Equação 20	50
19	O logarítmo do parâmetro de ionização versus o índice $C43$ e o logarítmo da razão de linhas CIV/HeII para diferentes metalicidades, representados por linhas cheias e tracejadas respectivamente. As retas conectam resultados dos modelos de fotoionização representados por pontos.	52
20	Logarítmo da razão de linhas $[\text{C III}]\lambda 1909/[\text{C IV}]\lambda 1949$ versus $C43$. As linhas sólidas conectam os resultados dos nossos modelos com iso-metalicidade, enquanto as linhas tracejadas, conectam modelos com iso-parâmetro de ionização, como indicado. Os pontos representam os dados observados compilados da literatura. O ponto representado por um triângulo corresponde ao núcleo de NGC1068.	53

21	<i>Z/Z_⊙</i> versus <i>C43</i> . Os pontos representam as estimativas de metalicidade obtida pela interpolação dos resultados do nosso modelo de fotoionização utilizando a Figura 20 e valores observados de <i>C43</i> , ambos listados na Tabela 3. A curva representa o ajuste sobre estes pontos representado pela Equação 22	54
22	Painel inferior: Comparação entre <i>Z/Z_⊙</i> obtido usando as calibrações propostas em nosso trabalho e a primeira proposta por Storchi-Bergmann et al. (1998) para os objetos em nossa amostra. Painel superior: Diferenças entre as metalicidades estimadas baseadas em nossa calibração e estimadas pela primeira calibração proposta por Storchi-Bergmann et al. (1998). A linha tracejada representa a regressão linear para estas diferenças.	57
23	Logarítmo do parâmetro de ionização (<i>U</i>) versus a diferença entre as estimativas de metalicidade derivadas da nossa calibração e da primeira calibração proposta por Storchi-Bergmann et al. (1998).	58
24	Histograma contendo os valores de metalicidade derivados da calibração entre <i>N2O2 – Z/Z_⊙</i> para a amostra de objetos listados na Tabela 2	59
25	$\log[L(\text{H}\beta)$, $\log[N_e]$ e $E(B - V)$ versus <i>Z/Z_⊙</i> (painel inferior, intermediário e superior, respectivamente). Os pontos representam as estimativas para os objetos listados na Tabela 2	60
26	Histograma contendo os valores de metalicidade derivados da calibração entre <i>C43 – Z/Z_⊙</i> para a amostra de objetos listados na Tabela 3	61
27	$\log[L(\text{HeII})]$ versus <i>Z/Z_⊙</i> . Os pontos representam as estimativas para os objetos listados na Tabela 3	62
28	Comparação entre <i>Z/Z_⊙</i> obtido usando as calibrações propostas em nosso trabalho para três galáxias que apresentaram valores de metalicidade obtidas tanto para o índice <i>N2O2</i> (ótico) quanto para o índice <i>C43</i> (ultravioleta).	63

LISTA DE TABELAS

Pág.

1	Coeficientes de ajuste de $\log(Z/Z_{\odot}) = a \times C43^2 + b \times C43 + c$ para diferentes valores de $\log U$	44
2	Identificação, parâmetro de ionização e metalicidade (Z/Z_{\odot}) estimados usando <i>inter-polação</i> da Figura 17, Z/Z_{\odot} pelo <i>índice</i> $N2O2$ (Equação 20), $\log L(H\beta)$, densidade de elétrons (N_e), excesso de cor $E(B-V)$ e a referência original para os objetos em nossa amostra.	47
3	Identificação, parâmetro de ionização e metalicidade (Z/Z_{\odot}) estimados usando <i>inter-polação</i> da Figura 20, Z/Z_{\odot} pelo <i>índice</i> $C43$ (Equação 22), $\log L(He II)$. Intensidades de linhas foram obtidas de Dors et al.(2014).	52

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
1 INTRODUÇÃO	15
1.1 Descoberta das nebulosas	15
1.2 Núcleos Ativos de Galáxias	16
1.3 Linhas de emissão	17
2 JUSTIFICATIVAS DO ESTUDO	19
2.1 Motivação	19
2.2 Objetivos	20
2.2.1 Objetivos gerais	20
2.2.2 Objetivos específicos	20
3 DADOS E MODELOS	21
3.1 Coleta de dados	21
3.1.1 Sloan Digital Sky Survey	21
3.1.2 Siding Spring Southern Seyfert Spectroscopic Snapshot Survey	22
3.1.3 International Ultraviolet Explorer	23
3.2 Dados observacionais	24
3.2.1 Ótico	24
3.2.2 Ultravioleta	24
3.3 Modelos de fotoionização	26
4 ANÁLISE ESPECTRAL	28
4.1 Mecanismo de formação de linhas de emissão	28
4.1.1 Recombinação	28
4.1.2 Excitação colisional	29
4.2 Razão de linhas de emissão	29
4.3 Combinações entre razões de linhas	31
4.4 Diagramas BPT	32
5 CLASSIFICAÇÃO DE NÚCLEOS ATIVOS DE GALÁXIAS	35
5.1 Tipos de AGNs - Modelo Unificado	35
5.2 Núcleos Ativos de Seyfert	36
6 DETERMINAÇÃO DE METALICIDADE	38
6.1 Determinação de abundância química em regiões H II	38
6.1.1 Método direto	38
6.1.2 Método indireto	39
6.2 Determinação de metalicidade em AGNs	40
6.2.1 Método- T_e (direto)	40
6.2.2 Método de linhas fortes (indireto)	40
6.2.2.1 Ótico	41

6.2.2.2	Ultravioleta	42
7	NOVAS CALIBRAÇÕES PARA DERIVAR METALICIDADE DE AGNs	45
7.1	Ótico	45
7.2	Ultravioleta	51
8	RESULTADOS E DISCUSSÕES	55
9	CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	64
	REFERÊNCIAS	65
11	Artigo	72
12	Citações	81

1 INTRODUÇÃO

O estudo da Astronomia é de longe um dos mais antigos da humanidade. Na busca pelo entendimento do universo que o cercava, o homem veio desde sempre observando o movimento do "céu" e de suas mudanças ao longo do dia, do mês, dos anos. Um dos frutos mais conhecidos e utilizados por nós até hoje é o calendário, que nos permite separar dia e noite, os meses, as estações do ano. Em consequência dessas descobertas, em função das observações, novas questões foram colocadas. Por exemplo, o porquê alguns objetos apresentavam diferenças quando "visualizados" tanto em questão à sua aparência, quanto aos seu movimento em relação ao observador.

Ao longo de séculos essa busca incessante em entender mais e mais o Universo, faz com que Ciência e Tecnologia caminhem em conjunto para "enxergar" e obter cada vez mais dados para análise e consequentemente aprimorar o conhecimento do nosso universo. Uma das maneiras de se obter essas informações é através da luz emitida por alguns objetos e mais especificamente para a proposta desse trabalho de tese, dados provindos da luz (emissão de radiação) de galáxias. Que se traduz: intensidade de linhas de emissão, o que produz espectros eletromagnéticos. Esses espectros apresentam intensidades de linhas de emissão em determinados comprimentos de ondas (frequências) para cada elemento químico presente na "região" observada.

A obtenção dessas linhas de emissão (espectros) não seria possível, não fossem os equipamentos utilizados. Nesta análise utilizamos dados disponibilizados na literatura e obtidos por alguns desses equipamentos (exemplo, o Sloan Digital Sky Survey). Há diversos equipamentos astronômicos atualmente, tanto localizados na Terra, quanto no Espaço, que obtêm dados diários e esses dados são utilizados por diversos grupos de pesquisadores nas várias áreas de atuação do estudo da Astronomia.

Na definição da abordagem a que se proporia o estudo desta tese, foram utilizados dados de alguns desses equipamentos que forneceram intensidades de linhas de emissão (óptico e ultravioleta) das chamadas "galáxias ativas", mais especificamente os Núcleos de Galáxias Seyfert. No que segue, apresenta-se com mais detalhes os objetos de estudo e a como algumas propriedades físicas destes objetos foram estudadas, além de uma breve discussão de como alguns objetos "aparentemente" semelhantes foram sendo melhor entendidos e classificados ao longo dos últimos séculos.

1.1 Descoberta das nebulosas

Ainda no século XVIII Thomas Wright (1711-1786) e Immanuel Kant (1724-1804) já se intrigavam em entender o que até então eram chamadas de *nebulosas*, objetos extensos e difusos observados entre as estrelas. Em 1755 Kant propõe que algumas dessas nebulosas são sistemas estelares comparáveis à nossa galáxia.

Um dos maiores empecilhos em ditar se esses objetos estavam ou não na nossa própria galáxia era o fato de não se saber calcular, à época, suas distâncias. Doust Curtis (1872-1942)

contribuiu e muito para o entendimento de que nebulosas espirais eram objetos externos a Galáxia e Harlow Shapley (1885-1972) mapeou muitos objetos internos, o que o ajudou a estimar com boa precisão a posição do Sol na Via Láctea.

Na sequência de tentativas de estimar e/ou encontrarem objetos extragalácticos, em 1923, Edwin Powell Hubble (1889-1953) estimou uma distância para a "nebulosa" de Andrômeda (M31), além de um milhão de anos-luz - distância bem acima dos limites da nossa galáxia, provando assim que esta última era um sistema estelar independente.

O termo nebulosa é melhor entendido se considerarmos que a maior parte das galáxias que conhecemos apresenta um espectro dominado por linhas de absorção por conta da integração do fluxo medido das estrelas e poucas linhas de emissão nas regiões de formação estelar. Muitas galáxias apresentam linhas de emissão nebulares no seu espectro quando estudadas, devido à fotoionização do gás em torno de uma estrela quente nos seus núcleos, conceitos que serão esclarecidos mais adiante.

Desde os primeiros trabalhos para o entendimento e a segregação destes objetos até então conhecidos como nebulosas, umas das maneiras que vem sendo utilizada com bom aproveitamento é o chamado *método BPT* (BALDWIN et al., 1981), que estudaremos com mais detalhes.

Nos últimos anos uma grande demanda de trabalhos vêm sendo desenvolvida sobre o esclarecimento não apenas em relação ao estudo de regiões HII, mas também, com o entendimento de que o conceito de nebulosas planetárias é muito mais amplo e compreende outros objetos, conhecidos por apresentarem núcleos ativos.

1.2 Núcleos Ativos de Galáxias

Com o aperfeiçoamento das técnicas de observação nos últimos anos, é possível obter dados de objetos astronômicos cada vez mais distantes da Via Láctea e aprimorar o conhecimento de objetos próximos. Um tipo de objeto que vem sendo mais estudado em função da maior e melhor quantidade de dados são os chamados Núcleos Ativos de Galáxias ou, do inglês, *Active Galactic Nuclei* (doravante AGNs).

Basicamente, AGNs são objetos compactos, com raio de poucos *parsecs*, que apresentam uma alta luminosidade comparada à luminosidade dos chamados "núcleos normais de galáxias", isto é, núcleos que contém somente formação estelar. Os AGNs apresentam uma estrutura basicamente simples a saber: em geral encontram-se no centro de galáxias espirais ou elípticas gigantes; com um buraco negro (BN) de grande massa no centro; um toro (formado por gás e poeira) em torno deste; e ainda, duas regiões nas quais as linhas de emissão se formam. Uma região mais densa e próxima ao núcleo, região de linhas largas (*Broad Line Region* - BLR) e outra mais distante do núcleo, menos densa, a região de linhas estreitas (*Narrow Line region* - NLR) e por fim, os jatos dispostos perpendicularmente ao disco do toro.

Na Figura 1, temos uma imagem de uma galáxia em espiral (NCG1068) que contém

um AGN tipo Seyfert 2. Deve-se observar que a imagem mostra "toda" a galáxia, sendo a região bem ao centro um AGN e o entorno a que denomina-se "galáxia hospedeira".

Figura 1 - Imagem da galáxia (visível e raio-X) NGC1068 que contém um AGN tipo Seyfert 2.



Fonte: <<https://www.jpl.nasa.gov/spaceimages/index.php?search=Columbia>>

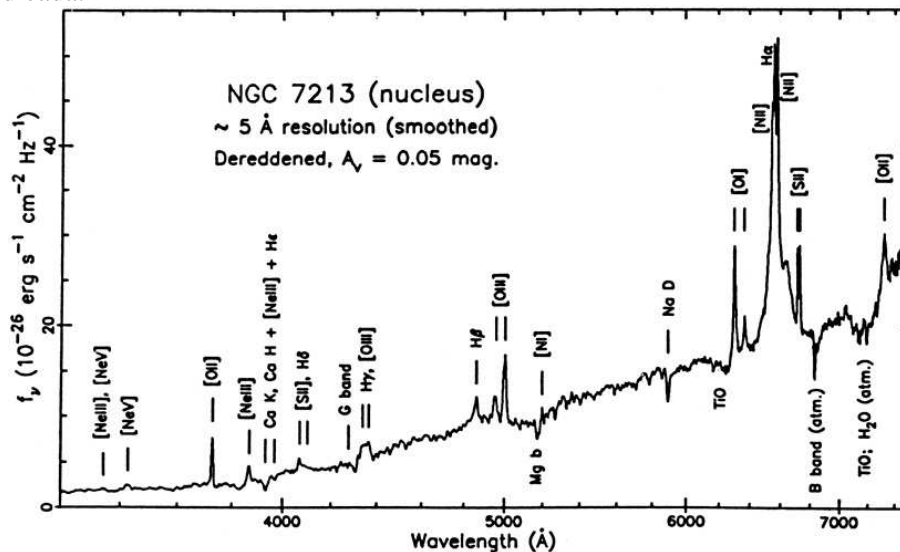
1.3 Linhas de emissão

A grande maioria dos espectros de núcleos de galáxias espirais apresentam linhas em emissão formadas por recombinação (exemplo, $H\beta$) e excitadas colisionalmente (exemplo, $[O\ III]\lambda 5007$). A Figura 2 apresenta um espectro do núcleo da galáxia NGC7213, onde podemos ver várias linhas de emissão.

O método de análise dos espectros das linhas de emissão apresentados por estes objetos é a ferramenta utilizada tanto para a separação das nebulosas em regiões HII, núcleos ativos e até mesmo dos chamados *objetos compostos*, quanto para a divisão dos AGNs em classes distintas (VEILLEUX; OSTERBROCK, 1987). Além de proporcionar o estudo de algumas propriedades físicas destes objetos.

Tais linhas formam-se pela emissão de radiação em todos os comprimentos de onda do espectro eletromagnético basicamente quando a energia potencial do gás do toro (região formada por gás e poeira) torna-se cinética pelo momento angular criado pelo movimento de rotação em torno do BN (PETERSON, 1997), porém esse movimento de rotação nos limites do disco do BN

Figura 2 - Espectro do núcleo da galáxia Seyfert 2 - NGC7213. A identificação de algumas linhas está indicada.



Fonte: <https://ned.ipac.caltech.edu/level5/March02/Netzer/Netzer9_3.html>

aquece esse gás transformando essa energia em radiação. A radiação que não é absorvida pela queda no BN é emitida na forma de fótons (JONES; LAMBOURNE, 2004).

As informações obtidas desta radiação (intensidades de linhas de emissão) é uma das maneiras de se estudar os AGNs, estabelecendo classes para esses objetos (galáxias Seyfert tipo 1 - Sy1 e tipo 2 - Sy2); aprimorando o conhecimento das relações entre essas linhas e com isso explorar suas propriedades físicas e com base nas informações já conhecidas aumentar o entendimento da formação e evolução do Universo (DORS et al., 2014). Há exemplo de propriedade física que está diretamente relacionada a forma da intensidade da linha de emissão no espectro, pode-se citar a FWHM (*Full Width at Half Maximum*).

O capítulo 2 apresenta os *surveys* responsáveis pela coleta de dados, a escolha da amostra relativa a esses dados observacionais (óptico e ultravioleta) e os modelos de fotoionização utilizados para comparar com a amostra de objetos (AGNs).

No capítulo 3 encontra-se descrito características pertinentes quanto à análise espectral; bem como, os mecanismos de formação das linhas de emissão e a metodologia para a análise dos dados, ou seja, nesse caso como as informações espectroscópicas são trabalhadas para que se possa obter as propriedades desejadas.

O capítulo 4 fornece a descrição dos objetos estudados, sua classificação e o método utilizado para distinguir um tipo de objeto de outro (AGN e região HII), além da separação de classes entre os AGNs.

Os métodos utilizados para a estimativa da metalicidade de regiões HII e AGNs estão descritos no capítulo 5. Além de abordar o método de linhas fortes - utilizado como base desse trabalho, tanto para o óptico quanto para o ultravioleta, respectivamente.

A essência do trabalho está descrita no capítulo 6, em que as estimativas dos valores de metalicidade dos dados observacionais das amostras de AGNs são comparados com os valores

obtidos dos modelos de fotoionização. Os resultados e discussões estão descritos no capítulo 7 e no capítulo seguinte tem-se as conclusões e perspectivas.

2 JUSTIFICATIVAS DO ESTUDO

2.1 Motivação

O estudo dos chamados Núcleos Ativos de Galáxias ainda é uma área pouco conhecida dentro dos trabalhos promovidos no tocante à Astronomia. Muitos autores têm contribuído com o estudo de uma ou outra propriedade física destes objetos. Como, por exemplo, a abundância química, a massa (luminosidade), a distância (*redshift*) e até mesmo o valor da metalicidade. Porém, ainda há muito que se estudar e não apenas em relação às suas propriedades, mas também, estabelecer relações entre elas (quando possível). Além, da questão de aumentar a amostra de dados.

É importante salientar que há muitos dados disponíveis na literatura, bem como, disponibilizados nos levantamentos (*surveys*) por diversos grupos de pesquisa em vários países. Outro fator importante é a questão da dificuldade em se obter dados em redshifts mais distantes, uma vez que os surveys ainda demandam um aprimoramento em relação às tecnologias utilizadas. Ainda quanto à obtenção de dados, é possível estruturar projetos que justifiquem um pedido para que os telescópios colem mais e/ou diferentes informações das já existentes.

Em vista dos resultados já obtidos e/ou sugeridos abre-se uma lacuna no sentido de obter mais informações destes objetos que podem ser melhor compreendidos. Por exemplo, essas informações permitem a estimativa da abundância química (metalicidade) e de posse desses valores baseados nas intensidades das linhas de emissão, pode-se avançar para a obtenção de calibrações: metalicidade *versus* índices (LÓPEZ-SÁNCHEZ; ESTEBAN, 2010). Esses últimos obtidos com base em relações de razões entre linhas de emissão.

Até o momento do fechamento dessa tese apenas três calibrações apresentavam resultados disponíveis: uma proposta por Dors et al. (2014) e Storchi-Bergmann et al. (1998) (calibrações teóricas). Sendo assim, fica claro a pequena fonte de estudo que aborda a obtenção de calibrações de metalicidade de objetos de núcleos ativos. Pode-se ainda, lembrar que para se estimar a metalicidade de um objeto faz-se necessário, *a priori*, a estimativa da abundância dos elementos químicos que compõem este, que além do oxigênio e do nitrogênio é pouco conhecida.

O estímulo para a realização desse trabalho foi a questão de estimar valores de metalicidade e parâmetro de ionização de amostras de AGNs disponíveis na literatura. Após a obtenção desses valores compará-los com grades dos modelos (CLOUDY) e obter calibrações que relacionassem tanto valores de metalicidade, quanto valores de parâmetros de ionização dessas comparações em função das razões de linhas de emissão.

Vale destacar que calibrações relacionando valores tanto de metalicidade como de parâmetro de ionização com intensidades de linhas de emissão pelo método proposto (semi-empírico) não havia sido descrito pela literatura, o que reforça o empenho de se trabalhar nessa abordagem para esclarecer essas relações.

2.2 Objetivos

2.2.1 Objetivos gerais

- 1) Aumentar a amostra de AGNs e conseqüentemente obter as suas intensidades de linhas de emissão;
- 2) Aumentar o número de estimativas de abundâncias químicas nos AGNs já conhecidos e os que possam apresentar dados para serem estudados;
- 3) Estimar, a partir dos valores de abundância química, a metalicidade das amostras;
- 4) Buscar o entendimento de outras propriedades físicas dos AGNs (por exemplo, parâmetro de ionização);
- 5) Buscar a possibilidade de calibrações de metalicidade para as regiões do: infravermelho; ótico e ultravioleta.

2.2.2 Objetivos específicos

- 1) Derivar relações entre valores de metalicidade e linhas de emissão na região do ótico e ultravioleta de AGNs;
- 2) Verificar correlações entre valores de metalicidade e outros parâmetros físicos de AGNs, quando possível.

3 DADOS E MODELOS

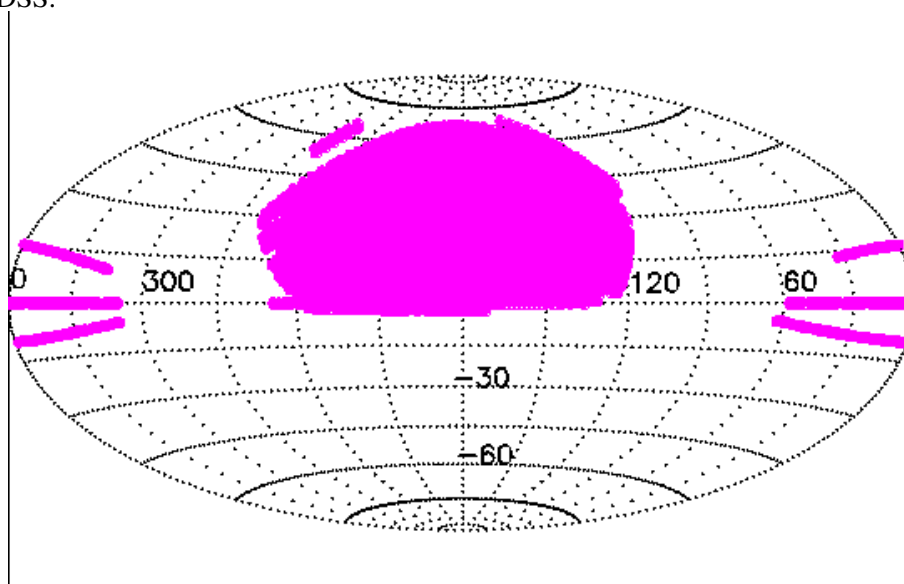
3.1 Coleta de dados

Os dados observacionais utilizados foram obtidos de trabalhos já publicados, na região do ótico de Dors et al. (2015), Dopita et al. (2015) e na região do ultravioleta de Nagao et al. (2006), Dors et al. (2014). Mas estes dados provém de alguns levantamentos (*surveys*), como descritos abaixo. Uma vez definidos os objetos dos dados observacionais, tanto para o ótico quanto para o ultravioleta, há de se gerar os modelos de fotoionização para que possam ser feitas as respectivas comparações, ou seja, os valores da amostra de dados *versus* os valores obtidos dos modelos.

3.1.1 Sloan Digital Sky Survey

Este telescópio está localizado no Observatório Apache Point e apresenta um design de dois corretores modificados Ritchey-Chrétien com um corretor primário de 2,5 m ($f/2,25$) e um secundário de 1,08 m. Além de, um par de corretores próximos ao plano focal altamente esféricos intercambiáveis, um para geração de imagens (fotometria) e outro para espectroscopia. A razão focal final é $f/5$ e é equipado por uma câmera *Charge Coupled Device* (CCD). O *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) (YORK et al., 2000) é de longe um dos maiores avanços no sentido de *redshifts surveys*, além de tornar-se o primeiro grande levantamento a utilizar CCD para a obtenção de parâmetros fotométricos e espectroscópicos.

Figura 3 - Ilustração - projeção do "céu" em coordenadas equatoriais para cerca de 1.000.000 galáxias do SDSS.



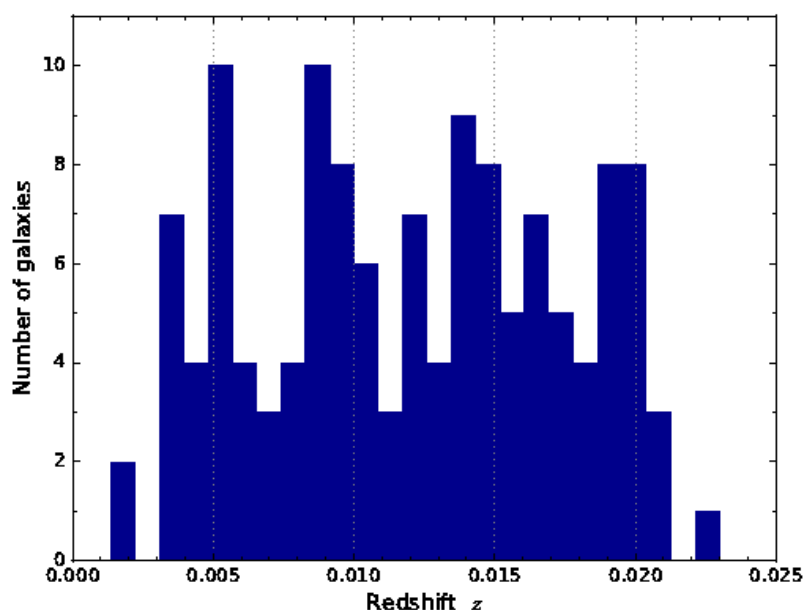
Fonte: Adaptado de Gunn et al. (2006)

O SDSS apresenta um plano focal de diâmetro 3° (0,65 m) com excelente qualidade de imagem e pequenas distorções geométricas em uma ampla faixa de comprimentos de onda (3000 - 10600) no modo de geração de imagens e boa qualidade de imagem combinada no modo espectroscópico. A exigência incomum de distorção muito baixa é definida pelas demandas de imagens *time-delay-and-integrate* (TDI); movimento de alta precisão para suportar observações TDI de circuito aberto e uma construção única de *wind baffle/enclosure* para maximizar a qualidade da imagem e minimizar os custos de construção. O telescópio teve sua primeira luz em maio de 1998 e iniciou suas operações regulares de pesquisa em 2000 (YORK et al., 2000; GUNN et al., 2006).

3.1.2 Siding Spring Southern Seyfert Spectroscopic Snapshot Survey

O *Siding Spring Southern Seyfert Spectroscopic Snapshot Survey* (S7) usa o *Wide Field Spectrograph* (WiFeS) montado no telescópio ANU 2,3 m localizado no Observatório Siding Spring para fornecer um campo integrado de 38×25 arcsec a uma resolução espectral de $R = 7000$ no vermelho (530 - 710 nm) e $R = 3000$ no azul (340 - 560 nm) e resolução espacial de 1,0 arcsec. A partir desses cubos de dados é possível extrair os espectros da região de linha estreita (NLR) de uma abertura de 4 arcsec centrada no núcleo. É possível determinar também os fluxos de $H\beta$ e $[OIII]\lambda 5007$ nas linhas estreitas, o avermelhamento, as intensidades relativas corrigidas por avermelhamento das linhas de emissão observadas, e as luminosidades $H\beta$ e $[OIII]\lambda 5007$ determinadas a partir de espectros.

Figura 4 - A distribuição dos *redshifts* da amostra de galáxias do S7.



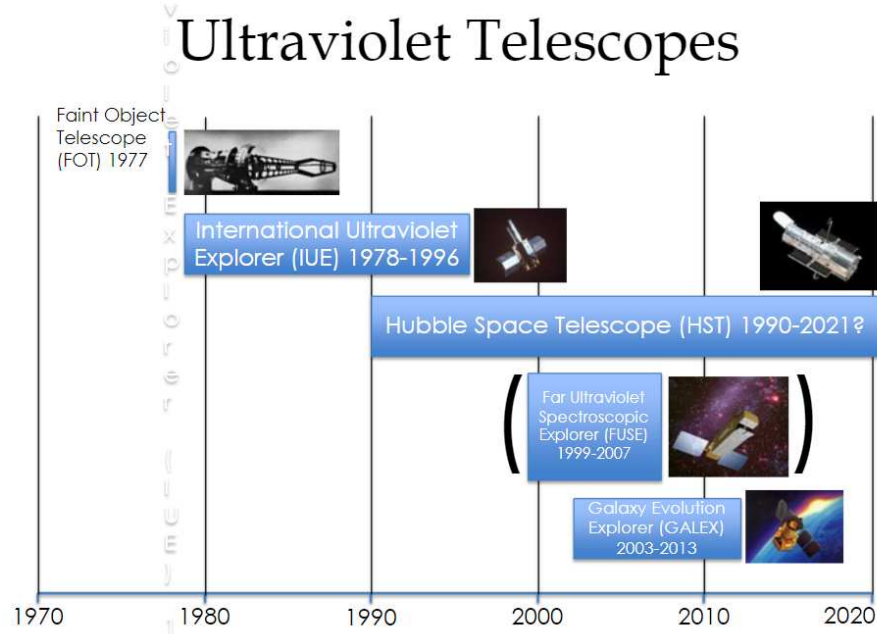
Fonte: (THOMAS et al., 2017)

O S7 é um levantamento de campo integral no ótico (hemisfério sul) e está descrito em Dopita et al. (2007) e seu desempenho é discutido em Dopita et al. (2010). O rendimento típico do instrumento é de 20 a 35% (DOPITA et al., 2010), o que proporciona uma excelente sensibilidade ao baixo brilho de superfície desses recursos de cubos de dados na ENLR, enquanto a alta resolução ($\sim 50\text{kms}^{-1}$) no vermelho permite que os diferentes componentes de velocidade das linhas de emissão sejam claramente separados (DOPITA et al., 2007; DOPITA et al., 2015).

3.1.3 International Ultraviolet Explorer

O *International Ultraviolet Explorer* (IUE) realizou espectrofotometria em resolução alta (0,1-0,3 Å) e baixa (6-7 Å) entre 1150 e 3200 Å. Os dados cobrem uma faixa dinâmica de aproximadamente 17 magnitudes astronômicas: -2 a 10 para alta dispersão e -2 a 15 para baixa dispersão. Mais de 100.000 espectros ultravioleta (UV) foram obtidos com o IUE entre 26 de janeiro de 1978 e 30 de setembro de 1996 (KONDO et al., 1989). O IUE aumentou muito o entendimento dos astrônomos sobre os núcleos ativos de galáxias. Antes de seu lançamento, o 3C273, o primeiro quasar conhecido, era o único AGN que já havia sido observado em comprimentos de onda UV. Com o IUE, os espectros de UV de AGNs tornaram-se amplamente disponíveis.

Figura 5 - Ilustração: localização da operação do telescópio IUE ao longo das décadas.



Fonte: (LINSKY, 2018)

Para exemplificar, um alvo em particular era a NGC4151, a mais brilhante galáxia Seyfert. Começando logo após o lançamento do IUE, um grupo de astrônomos europeus reuniu seu tempo de observação para observar repetidamente a galáxia, para medir variações ao longo

do tempo de sua emissão de UV. Eles descobriram que a variação de UV era muito maior do que a observada em comprimentos de onda ótica e infravermelha. As observações do IUE foram usadas para estudar o buraco negro no centro da galáxia (ULRICH et al., 1984). A emissão de UV variou em escalas de tempo de alguns dias, implicando que a região de emissão tinha apenas alguns dias de luz (KONDO et al., 1989). As observações do quasar foram usadas para estudar o espaço intergaláctico.

3.2 Dados observacionais

3.2.1 Ótico

As intensidades de linhas de emissão estreitas de AGNs classificadas como Seyfert 2 e 1,9 (doravante definidas por Sy2) observadas no intervalo ótico ($3000 < \lambda < 7000 \text{ \AA}$) foram compiladas da literatura.

Não foram considerados AGNs classificados como Seyfert 1, uma vez que estes objetos podem ter choque de gás com alta velocidade (300 – 500 km/s, (DOPITA, 1995), característica não considerada no código CLOUDY. Da mesma forma, os dados observacionais de LINERs também não foram considerados porque a física destes objetos ainda vem sendo estudada, por ser pouco compreendida. De fato, modelos de fotoionização não reproduzem intensidades de linhas de emissão da maioria de LINERs (*Low-Ionization Nuclear Emission-Line Region*) (STORCHI-BERGMANN et al., 1998).

A amostra utilizada é composta por 59 objetos listados na Tabela 2: 46 compilados por Dors et al. (2015) e 13 observados por Dopita et al. (2015). Considerou-se as intensidades das seguintes linhas de emissão: [O II] λ 3727, [O III] λ 5007, [N II] λ 6584 e [S II] λ 6716, 6731.

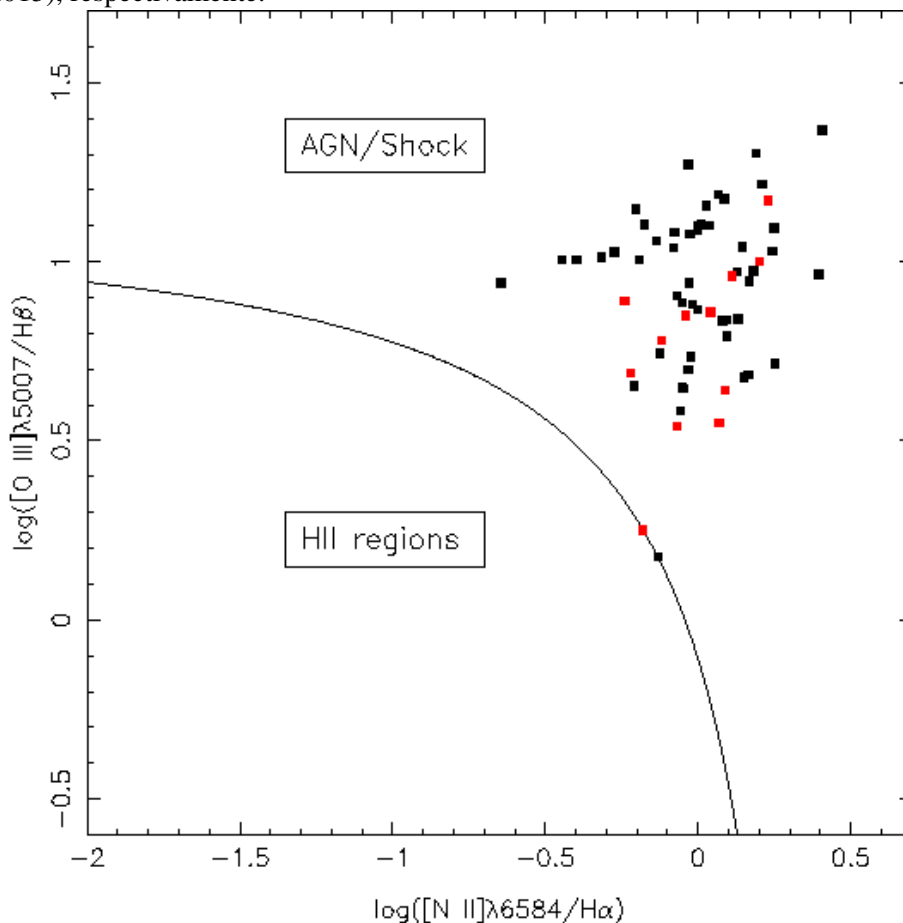
Os objetos compilados por Dors et al. (2015) foram observados usando espectroscopia de fenda longa e os observados por Dopita et al. (2015) foram observados usando espectroscopia de campo integral. Todos os objetos possuem valores de redshift $z < 0,1$ e suas intensidades de linhas de emissão foram corrigidas por avermelhamento.

Os dados observacionais considerados nesse trabalho são heterogêneos, isto é, foram obtidos utilizando diferentes técnicas de observação e diferentes aberturas da fenda. No entanto, Dors et al. (2013) mostraram que os efeitos da utilização de tais amostras não produzem diferença considerável nas estimativas de abundâncias. Na Figura 3 os dados compilados são mostrados. A curva nesta figura representa a linha proposta por Kewley et al. (2001) para separar dados de regiões HII de AGNs.

3.2.2 Ultravioleta

Dors et al. (2014) e Nagao et al. (2006), utilizaram fluxos das linhas de emissão NV λ 1240, CIV λ 1549, HeII λ 1640 e CIII λ 1909 com origem em NLRs de uma amostra de

Figura 6 - Diagrama de diagnóstico $\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta)$ versus $\log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$ contendo os dados de objetos compilados da literatura e listados na Tabela 2. A curva representa a linha proposta por Kewley et al. (2001) utilizada para separar dados de regiões HII de AGNs. Pontos pretos e vermelhos representam objetos compilados por Dors et al. (2015) e observados por Dopita et al. (2015), respectivamente.



Fonte: Autor

Seyfert 2 (12 objetos), rádio-galáxias de alto- z (59 objetos) e quasares tipo 2 (10 objetos), com redshifts $0 \lesssim z \lesssim 4,0$.

Desta amostra de objetos, consideramos apenas os objetos classificados como Sy2 (12 objetos), originalmente obtidos de Kraemer et al. (1994) e por Diaz et al. (1988), listados na Tabela Como descrito anteriormente, a correção em relação ao efeito de extinção por poeira tanto quanto à heterogeneidade dos dados observacionais não foram considerados por possuírem pouco efeito na calibração entre C43 e Z (NAGAO et al., 2006; DORS et al., 2014).

Na Figura... os dados compilados são mostrados. A divisão nesta figura representa os limites propostos por Feltre et al. (2016) para separar regiões HII de AGNs. Obedecemos estes limites considerando as equações abaixo, sendo que se:

$$\log(\text{C III}\lambda 1909 / \text{He II}\lambda 1640) < 0,3 \quad (1)$$

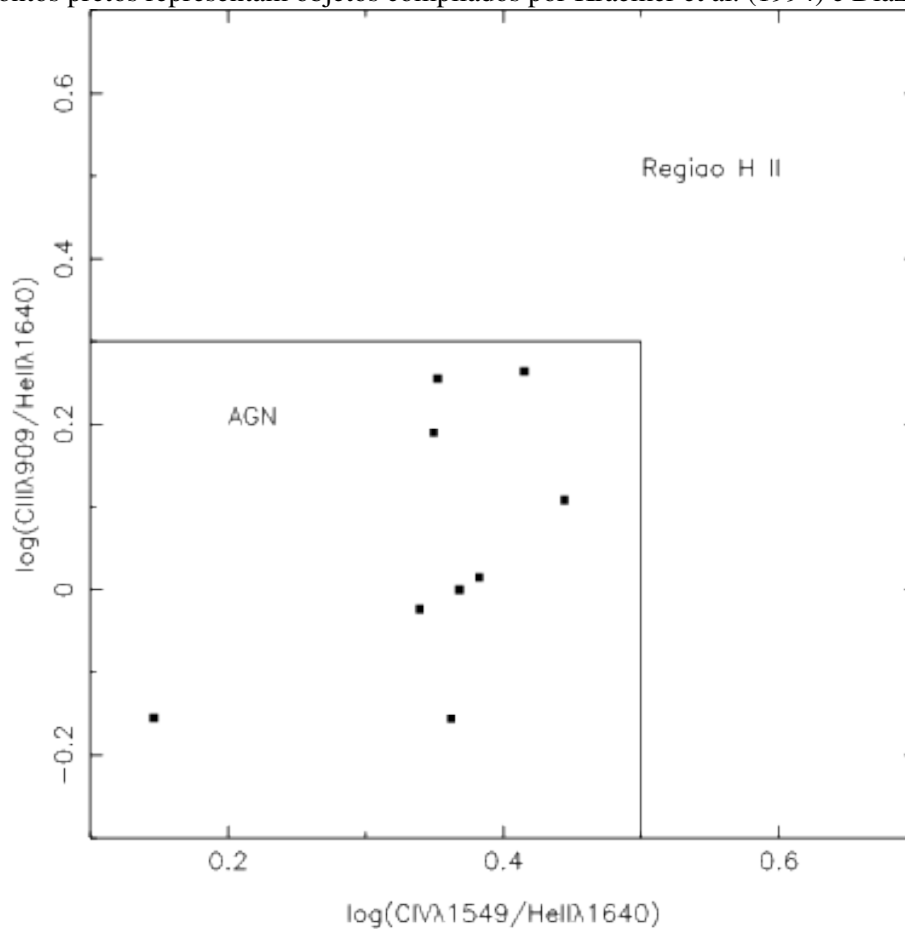
e

$$\log(\text{C IV}\lambda 1549 / \text{He II}\lambda 1640) < 0,5 \quad (2)$$

os objetos considerados são AGNs.

Feltre et al. (2016) construíram grades de modelos de fotoionização também utilizando o código CLOUDY. Entretanto, além de considerar como fonte ionizante uma lei de potência como foi feito no presente trabalho, estes autores também consideraram aglomerados ionizantes como ionização, a fim de separar em diagramas de diagnóstico galáxias ativas (AGN) e inativas (com formação estelar).

Figura 7 - Diagrama de diagnóstico $\log([\text{C III}]\lambda 1909/\text{He}\lambda 1640)$ versus $\log([\text{C IV}]\lambda 1549/\text{He}\lambda 1640)$ contendo os objetos compilados da literatura e listados na Tabela Os limites representam a divisão proposta por Feltre et al. (2016) utilizada para separar dados de regiões HII de AGNs. Pontos pretos representam objetos compilados por Kraemer et al. (1994) e Diaz (1998).



Fonte: Adaptado de Feltre et al. (2016)

3.3 Modelos de fotoionização

Para o desenvolvimento da proposta desse trabalho, construí-se uma grade de modelos de fotoionização usando a versão 13.0 do código CLOUDY (FERLAND et al., 2013). Estes modelos são semelhantes aos utilizados por Dors Jr. et al. (2012, 2012). Os principais parâmetros definidos nos modelos são descritos abaixo.

- 1) Distribuição Espectral de Energia (SED, do inglês *Spectral Energy Distribution*) A SED

de uma fonte ionizante representa uma relação entre o fluxo de fótons (F) emitidos e o comprimento de onda (λ) ou frequência (ν) dos fótons, ou seja,

$$F = f(\nu). \quad (3)$$

Por exemplo, se a fonte ionizante for estrela temos, com uma certa aproximação, a Equação 3 dada por uma função de corpo negro. Para AGNs, a equação pode ser aproximada por uma lei de potência

$$F_\nu \sim \nu^\alpha, \quad (4)$$

sendo α entre $-1,0$ e $-1,4$ (ZAMORANI et al., 1981; DORS JR. et al., 2012).

Nos modelos construídos no presente trabalho, a SED foi considerada um pouco diferente de uma lei de potência simples, isto é, uma SED formada por duas componentes: (i) uma componente exponencial na região do infravermelho ("Big Pump") com um pico de alta energia em 1Ryd (1 Rydberg= 13,6 eV) e (ii) uma lei de potência com $\alpha_x = 1$ que representa a emissão na região em raios-X, que domina a altas energias - tendo em vista que sua normalização ocorre para o índice espectral $\alpha_{ox} = 1,4$. Este valor de α_{ox} é a média dos valores observados para uma larga faixa de luminosidades observadas de AGNs por Miller et al. (2011) e Zamorani et al. (1981).

- 2) Densidade eletrônica (N_e) - No código CLOUDY deve-se assumir um valor para a densidade de partículas no gás. Este valor foi considerado de 537 cm^{-3} , um valor médio encontrado a partir de estimativas com base na relação $[\text{SII}]\lambda 6716/\lambda 6731$ para a mostra de núcleos de Sy2 dados por Dors et al. (2014).
- 3) Parâmetro de ionização (U) - Este parâmetro pode ser entendido como a razão entre a densidade de fótons ionizantes do hidrogênio e a densidade de hidrogênio (FERGUSON et al., 1997; DAVIDSON, 1977; SHIELDS, 1976; MATHEWS, 1974). Foi calculada uma sequência de modelos com o logaritmo do parâmetro de ionização variando de $-4,0 \leq \log U \leq -1,0$, com passo de 0,5 dex.
- 4) Metalicidade Z - Como definido na Equação....., a metalicidade representa a soma da abundância de todos os metais em relação à do hidrogênio. A faixa de valores considerada nos modelos para metalicidade foi de $0,5 \leq Z/Z_\odot \leq 4,0$. A abundância de todos os elementos químicos foi linearmente escalonada com a composição solar, com exceção à abundância do nitrogênio, que foi tomada a partir da seguinte relação entre N/O e O/H obtida por Dopita et al. (2000).

$$\begin{aligned} \log(\text{N}/\text{H}) &= -4,57 + \log(Z/Z_\odot) ; \log(Z/Z_\odot) \leq -0,63 , \\ \log(\text{N}/\text{H}) &= -3,94 + 2 \times \log(Z/Z_\odot) ; \text{para o caso oposto.} \end{aligned} \quad (5)$$

É importante observar que o código CLOUDY utilizado em nossos modelos de fotoionização não considera a presença de poeira, uma vez que, se esta é assumida, estes não reproduzem intensidades de linhas de emissão (NAGAO et al., 2006; MATSUOKA et al., 2009; DORS et al., 2014).

A relação 5, sugerida por Dopita et al. (2000), foi obtida utilizando estimativas de abundância do nitrogênio e oxigênio em regiões HII.

4 ANÁLISE ESPECTRAL

O espectro observado de uma galáxia reúne diversas informações sobre os processos físicos que conduziram sua formação e evolução e metalicidade de suas populações estelares, bem como a quantidade de gás envolvida nos processos de formação estelar e o conteúdo de metais desse gás, são exemplos de importantes características que afetam a luz integrada de um objeto. Em princípio, o espectro de uma galáxia pode ser considerado como uma composição de populações estelares simples de várias idades e metalicidades, que evoluíram ao longo de sua existência. Dessa forma, a sua história química e de formação estelar pode ser obtida da decomposição de seu espectro em distintas populações estelares (STASIŃSKA, 2006).

No entanto, recuperar o conteúdo estelar de uma galáxia a partir de seu espectro integrado não é uma tarefa simples, como pode ser comprovado pelas várias gerações de astrônomos dedicados a este objetivo ao longo de décadas (WORTHEY, 1994). Aliado a este esforço teórico, no lado observacional os espectros de galáxias obtidos por grandes *redshift surveys* geram bancos de dados gigantescos que se tornaram a base dos progressos recentes em nossa compreensão sobre a composição, formação e evolução das galáxias no universo local.

Com base nas informações inferidas das intensidades das linhas de emissão é possível estudar algumas propriedades físicas das galáxias, sobretudo para esse estudo, a metalicidade dos núcleos ativos de galáxias. Para tal, segue algumas informações de duas das maneiras de como são formadas estas linhas.

4.1 Mecanismo de formação de linhas de emissão

Linhas de emissão surgem em gases difusos e são produzidas quando um elétron que está ligado a um átomo e em um nível de energia maior (E_2), é conduzido, por transição radiativa, a um nível de menor energia (E_1), emitindo um fóton com energia $E = E_2 - E_1$. Há dois mecanismos que produzem as condições necessárias para que esse processo ocorra: Recombinação e Excitação Colisional.

Em relação às linhas de emissão há de se esclarecer que existem as linhas conhecidas como linhas permitidas, quando ocorre a transição entre dois níveis de energia conservando o momento angular total do sistema e aquelas conhecidas como linhas proibidas, em que dentre as condições necessárias para ocorrer o ambiente deve apresentar uma densidade extremamente baixa de átomos e/ou moléculas. Ambiente esse que dificilmente será reproduzido em condições terrestres e assim sendo, têm maior probabilidade de ocorrer em nuvens de gás e no meio interestelar.

4.1.1 Recombinação

No processo de recombinação, um elétron livre se recombina com um íon e, à medida que ocupa níveis atômicos com menor energia, emite fótons com energia igual a diferença da

energia destes níveis. Por exemplo, no espectro de nebulosas e AGNs, as linhas do hidrogênio da série de Balmer, que consistem em transições para o nível 2, a linha H α ($\lambda 6563\text{\AA}$) que é formada quando um elétron decai do nível 3 para o 2 e a linha H β ($\lambda 4861\text{\AA}$) do 4 para o 2, etc.

Pode-se também detectar linhas provenientes da recombinação de elétrons em átomos de elementos mais pesados (exemplo, O, C), porém, essas linhas são muito mais fracas e detectadas somente em objetos (regiões HII e nebulosas planetárias) próximos à Via Láctea.

A energia por unidade de tempo $e_{m,n}(l)$ emitida por um íon X^i , em uma linha de emissão l , devido à transição de um elétron ligado, que passa do nível m para n ($m > n$), pode ser escrita na forma simplificada

$$e_{m,n}(l) = C_{m,n} n_e n(X^i) T_e^{-\alpha}, \quad (6)$$

sendo $C_{m,n}$ uma constante, n_e a densidade de elétrons livres, $n(X^i)$ a abundância de íons X^i e T_e a temperatura dos elétrons livres. O expoente α é da ordem de 1.

Assim, as intensidades de linhas de recombinação aumentam com a diminuição da temperatura. Em geral, assume-se que elétrons livres localizados no gás de regiões HII e de AGNs seguem a distribuição de temperatura de Maxwell-Boltzmann.

4.1.2 Excitação colisional

No processo de excitação colisional, elétrons ligados que estão em um certo nível de um átomo são conduzidos a um nível de energia superior devido à colisão com elétrons livres.

Uma vez que os níveis de energia dos elementos pesados (exemplo, O, N, S,...) possuem diferença de energia (ΔE) da ordem da energia dos elétrons livres, ou seja, $\Delta E \approx k T_e$, o processo de excitação colisional nestes elementos é muito efetivo.

A energia por unidade de tempo $e_{m,n}(l)$ devido à excitação colisional em um íon X^i pode ser escrita na forma

$$e_{m,n}(l) = A n_e n(X^i) \Omega_{m,n}(l) / (\omega_{m,n}(l) T_e^{-0.5} e^{\chi_{m,n}/kT_e} h\nu_l), \quad (7)$$

sendo A uma constante, $\Omega_{m,n}(l)$ a força colisional, $\omega_{m,n}(l)$ o peso estatístico do nível mais alto, $\chi_{m,n}(l)$ a energia de excitação, e $h\nu_l$ a energia igual a ΔE .

Pode-se ver nas Equações 6 e 7 que linhas proibidas possuem uma dependência mais forte com a temperatura eletrônica que a de linhas permitidas. Este fato tem uma grande importância na determinação de abundâncias a partir de linhas excitadas colisionalmente.

4.2 Razão de linhas de emissão

Em geral, na análise do espectro de nebulosas ionizadas e AGNs, não se considera apenas a intensidade de uma dada linha de emissão, mas a razão entre duas ou mais linhas, assim, não há necessidade de conhecer a distância do objeto. Geralmente, utiliza-se como linha de

referência, ou melhor, no denominador da razão que estamos utilizando, uma linha do hidrogênio como, por exemplo, a linha $H\alpha$ ou $H\beta$.

Geralmente, a metalicidade é apresentada em relação à metalidade solar Z_{\odot} , razão pela qual vários autores têm calculado a abundância de metais referentes às estimadas para a atmosfera do Sol. Deve-se observar que os valores obtidos para a metalicidade dos diversos elementos químicos abrangem várias ordens de grandeza. Dessa forma, para uma análise mais adequada, deve-se estruturar esses valores em uma grade logarítmica. Outra questão pertinente é de se adicionar o fator 12 às equações, isto se dá em função de que alguns elementos menos abundantes (exemplo, urânio - U) possuem valores do logaritmo da abundância em relação à do hidrogênio da ordem de -12 . Por essa razão, soma-se o fator 12 e todos os valores de abundâncias tornam-se positivos (GREVESSE, 1969). Por exemplo, a abundância de oxigênio no Sol foi encontrada por Prieto et al. (2001) como sendo $12 + \log(O/H)_{\odot} = 8,69$.

Diferentes razões de linhas de emissão dependem de diferentes parâmetros nebulares:

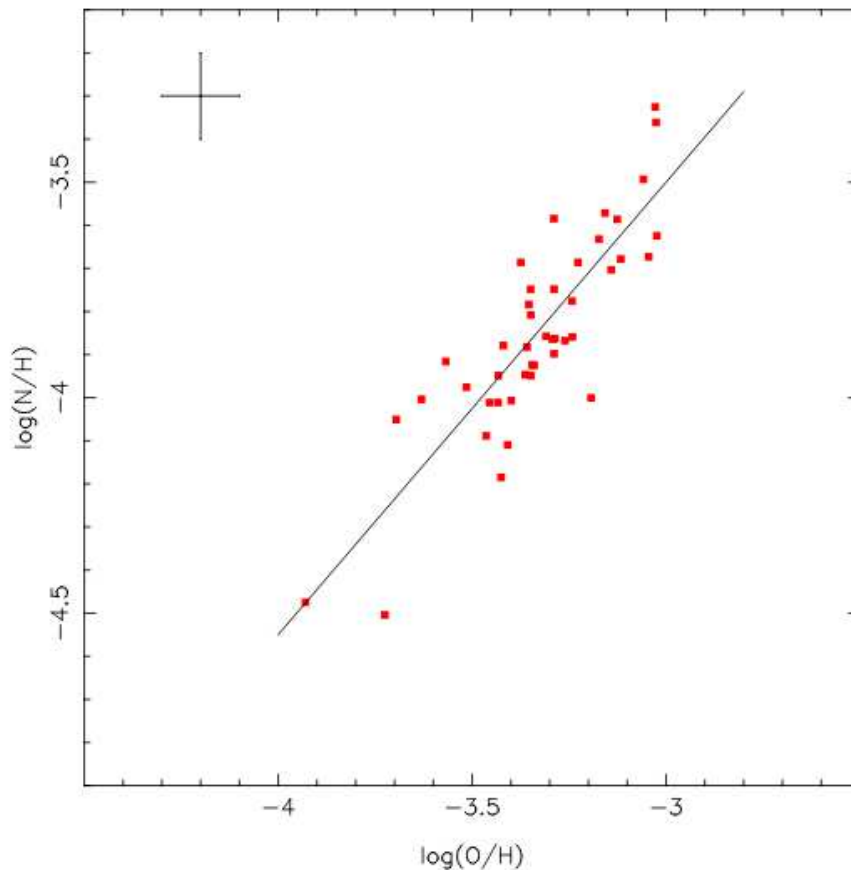
- 1) $[NII]\lambda 6584/H\alpha\lambda 6563$ – A linha $\lambda 6584$ é formada no ion N^+ , que está localizado na região do gás de baixa excitação. A intensidade desta razão depende diretamente da abundância de nitrogênio em relação à abundância do hidrogênio (N/H). Uma vez que N/H é proporcional a abundância de O/H (geralmente utilizado como traçador da metalicidade), a razão $[NII]\lambda 6584/H\alpha$ pode ser utilizada como indicador da metalicidade. Essa razão praticamente não sofre efeitos de extinção interestelar devido à proximidade dos comprimentos de onda das duas linhas envolvidas. Vale lembrar que as linhas $H\alpha$ e $[NII]$ são linhas muito intensas nos espectros de AGNs.
- 2) $[OIII]\lambda 5007/H\beta\lambda 4861$ – A maior abundância do ion O^{2+} ocorre em uma região intermediária de excitação. Esta razão tem uma dependência direta com O/H , possui uma certa dependência com a extinção e depende também do grau de ionização do gás. Para formar o $[OIII]$, por fotoionização, necessita-se de energia igual ou superior a 35 eV (potencial de ionização do $[OII]$, (KROLIK, 1999)). Uma característica importante é que o oxigênio é um dos principais agentes resfriadores do gás. Assim, até um certo valor de abundância de O/H ($12 + \log(O/H) \sim 8,2$), à medida que O/H aumenta, a intensidade de $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ aumenta. Para $12 + \log(O/H) \gtrsim 8,2$, quando aumenta-se O/H , devido aos efeitos do resfriamento, $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ diminui.
- 3) $[OII]\lambda 3727/[OIII]\lambda 5007$ – Uma vez que os íons O^+ e O^{2+} se encontram em regiões com baixo e intermediário graus de ionização, respectivamente, a intensidade desta razão pode ser utilizada como indicador do grau de excitação do gás. Ou seja, quando a excitação do gás cresce, o valor desta razão diminui.
- 4) $[NII]\lambda 6583/[OII]\lambda 3727$ – Esta relação é geralmente utilizada como um indicador da abundância química do nitrogênio em relação a do oxigênio no gás ionizado de regiões HII (VIEGAS; PRIETO, 1992; KEWLEY et al., 2001). Esta razão possui uma forte

dependência do grau de extinção devido à grande diferença em comprimentos de onda das linhas envolvidas.

4.3 Combinações entre razões de linhas

Diagramas de diagnóstico considerando combinações de duas razões de linhas, como as listadas acima, podem ser utilizados para derivar a *metalicidade* Z e o *parâmetro de ionização* U de regiões de formação estelar e AGNs. No que segue, algumas combinações de linhas utilizadas na literatura (DORS et al., 2013) são listadas.

Figura 8 - Exemplo de diagrama de diagnóstico utilizando a combinação das razões de linhas $\log N/H$ versus $\log O/H$. Os pontos representam os objetos observados e a linha representa o ajuste proposto ($\log N/H = (1,05 \pm 0,09) \times \log O/H - (0,35 \pm 0,33)$) por Dors Jr. et al. (2017).



Fonte: Figura extraída de Dors et al. (2017).

- 1) $[OIII]\lambda 5007/[OII]\lambda 3727$ versus $[NII]\lambda 6584/[OII]\lambda 3727$ – Diagrama sugerido por Dopita et al. (2000). A razão $[OIII]/[OII]$ depende fortemente do grau de ionização do gás (DORS JR.; COPETTI, 2003; PEREZ-MONTERO; DIAZ, 2005) e a razão $[NII]/[OII]$ depende da razão de abundância N/O e da metalicidade Z (DOPITA et al., 2000; KEWLEY; DOPITA,

2002), para valores acima de $0,04 \times Z_{\odot}$ (KEWLEY; DOPITA, 2002).

- 2) $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ versus $[\text{N II}]\lambda 6584/[\text{O II}]\lambda 3727$ – Diagrama proposto por Dopita et al. (2000). A razão $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ foi sugerida por Edmunds e Pagel (1984) como um indicador da abundância do oxigênio (O/H), entretanto, esta razão tem uma forte dependência com U (DOPITA; EVANS, 1986; MCGAUGH, 1991). Assim, $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ não é um bom indicador de metalicidade (KOBULNICKY et al., 1999).
- 3) $([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta)/([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$ versus $[\text{S II}](\lambda\lambda 6716, 31)/[\text{S III}](\lambda 9069 + 9532)$ – Pettini e Pagel (2004) mostraram que $([\text{O III}]/\text{H}\beta)/([\text{N II}]/\text{H}\alpha)$ pode ser utilizado para estimar Z . Tendo em vista que esta razão possui uma (fraca) dependência com U , o seu uso para estimar Z , deve ser associada a uma outra razão dependente de U , no caso $[\text{S II}]/[\text{S III}]$ (DORS JR. et al., 2011).

4.4 Diagramas BPT

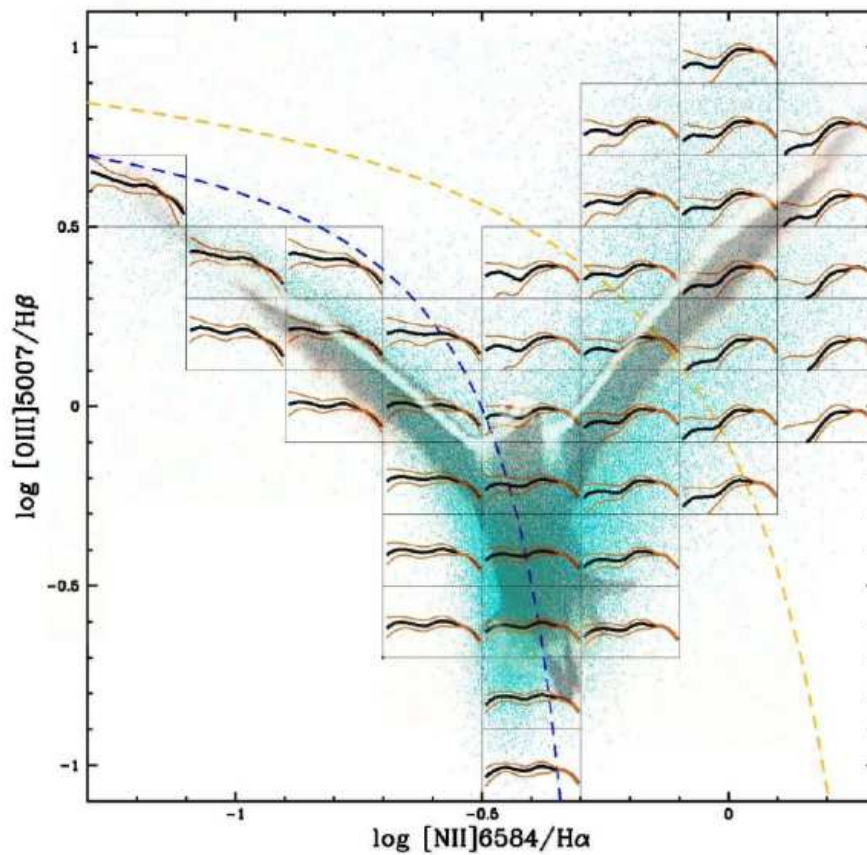
Com base no uso de razões de intensidades de linhas de emissão Baldwin et al. (1981) demonstraram que é possível distinguir regiões HII de AGNs. Os diagramas de diagnóstico (diagramas BPT), nome atribuído aos *gráficos* construídos a partir destas combinações de razões de linhas, propostos por estes autores e posteriormente estudados por Veilleux e Osterbrock (1987) são a base padrão para trabalhos no que tange a classificação de galáxias até os dias atuais.

Para a utilização dos diagramas de diagnóstico, deve-se observar alguns critérios (BALDWIN et al., 1981; VEILLEUX; OSTERBROCK, 1987). Em geral, são utilizadas as linhas de maior intensidade observadas no espectro; tomar as intensidades de linhas o mais próximo possível, para minimizar os efeitos de avermelhamento e por fim, na falta de uma linha do mesmo elemento, a razão entre as intensidades deve ser com base nas linhas do hidrogênio ($\text{H}\alpha$ ou $\text{H}\beta$).

O diagrama *gaiivota*, inicialmente proposto por Baldwin et al. (1981) considera as relações entre as razões de linhas $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ versus $[\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$. Em trabalhos posteriores esse diagrama ("diagrama BPT") foi investigado por Veilleux e Osterbrock (1987) e vale ressaltar que se estes trabalhos forem consultados a amostra encontrada para sua construção provém de dados de regiões HII, nebulosas planetárias e núcleos ativos de galáxias, disponíveis à época.

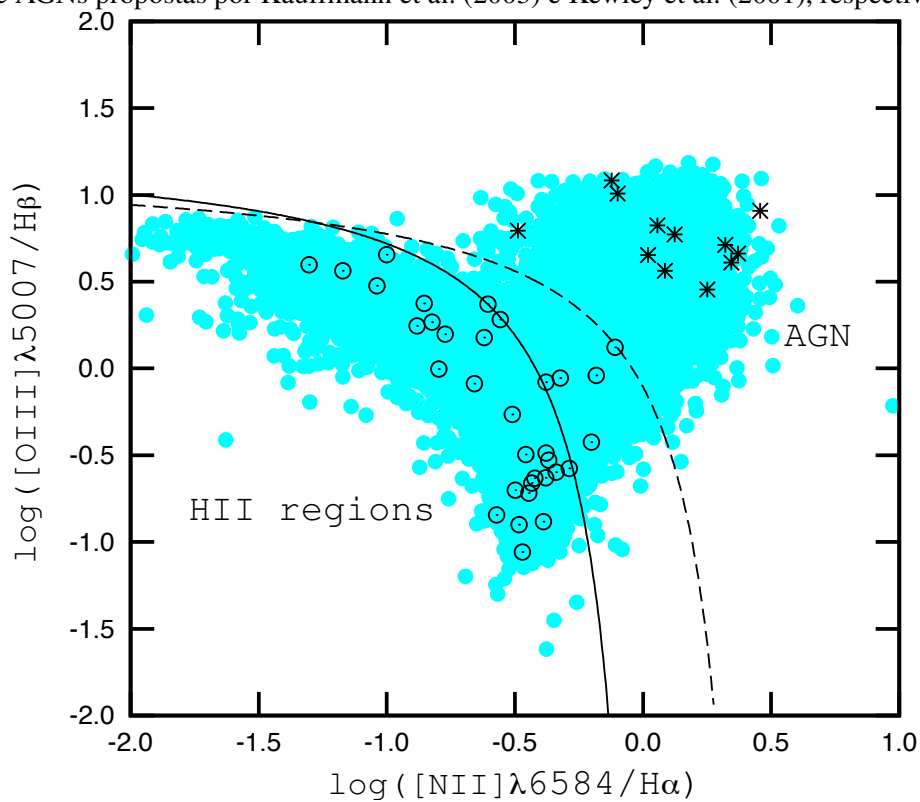
A partir do aumento dos dados fornecidos pelo SDSS, o diagrama apresentou uma "quebra" distinta entre dois tipos de objetos ("asas da gaiivota"), como apresentado na Figura 10. No ramo esquerdo, composto por galáxias com formação estelar normal. Esse ramo corresponde a metalicidade das regiões HII destas galáxias. Por outro lado, o ramo direito, apresenta objetos com características de galáxias com núcleos ativos (KEWLEY et al., 2001; KAUFFMANN et al., 2003).

Figura 9 - Diagrama BPT/gaivota de uma amostra de galáxias do SDSS com SFHs sobrepostos. Linhas tracejadas - Stasińska (2006) (azul) e Kewley et al. (2006) (laranja). Nota-se que à esquerda apresenta regiões de Formação Estelar e à direita apresenta Seyfert e LINERs (acima e abaixo, respectivamente).



Fonte: Adaptado de: Fernandes et al. (2009).

Figura 10 - Diagrama BPT mostrando as razões de intensidades $\log([\text{OIII}]\lambda 5007/\lambda 4861)$ versus $\log([\text{NII}]\lambda 6584/\lambda 6563)$. Asteriscos representam AGNs, círculos vazios regiões HII e círculos cheios representam a amostra de objetos do Sloan Digital Sky Survey (SDSS). A linha sólida e a linha tracejada representam a divisão entre regiões HII e AGNs propostas por Kauffmann et al. (2003) e Kewley et al. (2001), respectivamente.



Fonte: Figura extraída de Dors et al.(2015).

5 CLASSIFICAÇÃO DE NÚCLEOS ATIVOS DE GALÁXIAS

As informações fornecidas pelos espectros integrados de galáxias são dados fundamentais para o estudo destes objetos. Por exemplo, quanto à busca de informações sobre eventos de formação estelar, uma vez que a partir dos dados apenas fotométricos esse estudo não poderia ser realizado. Assim, as informações provindas das linhas de emissão espectrais são umas das principais fontes de dados para os estudos de algumas propriedades das galáxias, como exemplo, podemos citar os valores de *redshifts*.

Outras propriedades físicas galácticas também, podem ser estimadas através dos dados espectrais, absorção interestelar, massa (luminosidade) e metalicidade são alguns exemplos. Antes de objetivar esse trabalho (metalicidade de núcleos ativos) há de se entender como são classificados esses objetos e por meio de quais informações.

5.1 Tipos de AGNs - Modelo Unificado

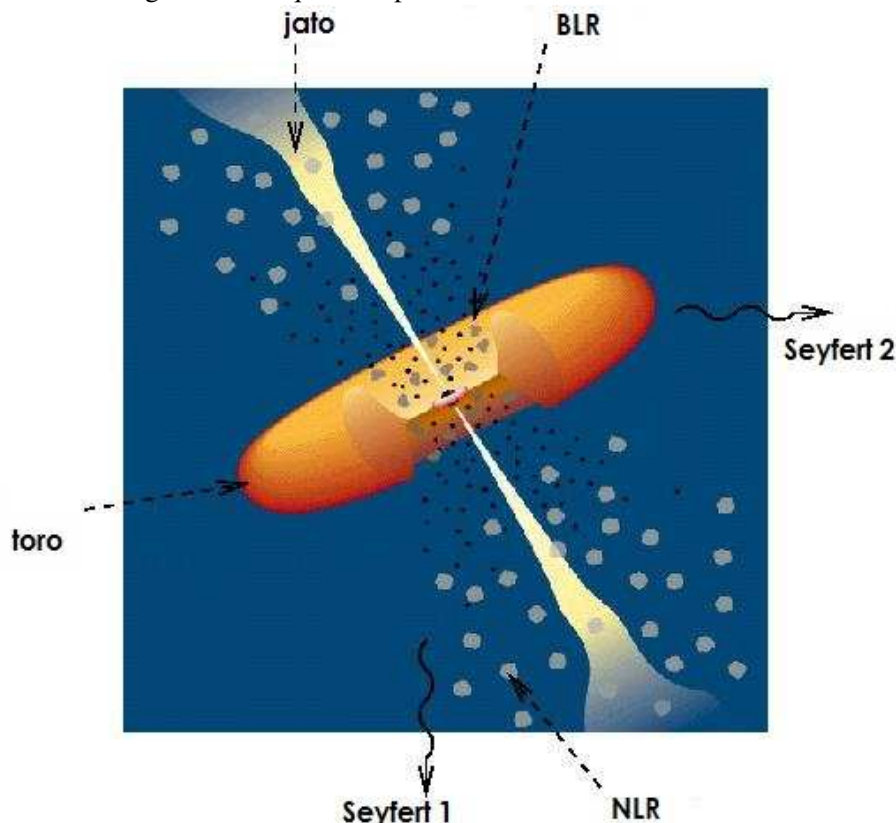
Uma vez em se tratando de objetos conhecidos como núcleos ativos de galáxias (*Active Galactic Nuclei* - AGNs), sempre houve um interesse ou melhor, por que não dizer uma necessidade em separar estes objetos em classes distintas. Sendo que cada vez mais os trabalhos direcionados a estes objetos apontavam para propriedades díspares. Vários autores (ROWAN, 1977; KEEL, 1980; LAWRENCE, 1982) buscaram ao longo dos anos, caracterizar estes núcleos ativos e chegaram ao "Modelo Unificado". Este propunha que um AGN visto a partir de diferentes ângulos pelo observador apresentava linhas de emissão com diferentes características, ou seja, diferentes intensidades e larguras (*Full Width at Half Maximum* - FWHM).

Há, sem dúvida outras características exploradas por diversos autores no sentido de aprimorar o conhecimento destes objetos. Porém, menciona-se aqui essas características por estarem diretamente ligadas à "leitura" do espectro obtido de cada AGN. Assim, o modelo unificado propõe a ideia de que as galáxias do tipo Seyfert 2 são galáxias do tipo Seyfert 1 nas quais a fonte central (BN) e a região de linhas largas estão ocultas da linha de observação direta pelo toro. Já, nas Seyfert 1 é possível observar a fonte central e a região de linhas largas.

O Modelo Unificado, representado na Figura 10, baseia-se que os diferentes tipos de AGNs são explicados pela orientação da linha de visada (do inglês *line-of-sight* - LOS) de um material com alta profundidade ótica, o toro disposto em uma geometria assimétrica/toroidal em torno do eixo central da "estrutura".

Sob o ponto de vista *edge-on* (lado), o toro obscurece a radiação proveniente do disco de acreção. Nesta posição, classifica-se o objeto como uma Sy2 e quando visualizado pela posição *face-on* (topo), a parte central (BN) pode ser observada mais diretamente, tendo assim as galáxias Sy1 (URRY; PADOVANI, 1995; ANTONUCCI, 1993).

Figura 11 - Esquema representando o Modelo Unificado.



Fonte: Adaptado de Urry e Padovani (1995).

5.2 Núcleos Ativos de Seyfert

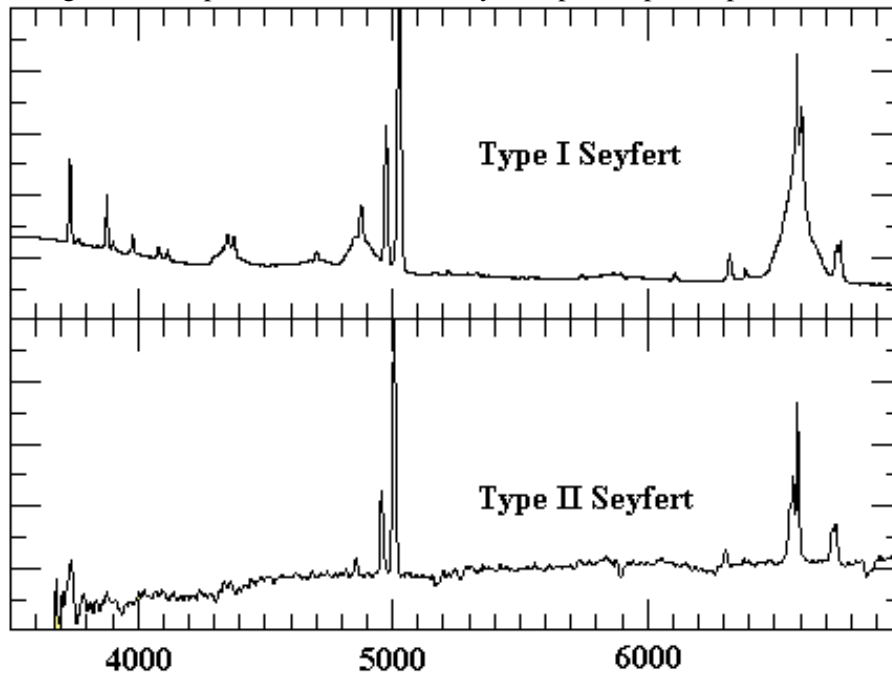
Há no Universo uma considerável fração de galáxias observadas que apresentam linhas de emissão em seus espectros. Uma parte dessa fração é composta por galáxias com formação estelar intensa. Esses objetos possuem uma grande quantidade de regiões HII nas quais o gás é fotoionizado por estrelas dos tipos O e B (FRENCH, 1980). Em contrapartida, há uma outra classe de galáxias formadas por objetos com núcleos ativos, os quais são responsáveis pela fotoionização do gás que emite as linhas.

Os chamados núcleos ativos de galáxias (AGNs) apresentam luminosidade integrada em todos os comprimentos de ondas ($10^{10} \leq \nu < 10^{25} \text{ Hz}$) que resulta em $L \simeq 2 \times 10^{46} \text{ erg.s}^{-1}$. A fonte provável para essa quantidade é a liberação de energia gravitacional em um disco de acreção que gira em torno de um buraco negro de grande massa (PETERSON, 1997). Estima-se que na região central, próxima ao núcleo, a temperatura possa atingir $T \simeq 10^4 \text{ K}$ e que a densidade eletrônica seja de $N_e \simeq 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ (OSTERBROCK, 1983). Com base nas informações das linhas espectrais é possível também, estimar tanto os valores de massa quanto das dimensões, sendo da ordem de $M \simeq 10^{6-8} M_{\odot}$ e os diâmetros entre $2 \times 10 a 2 \times 1000 \text{ pc}$, respectivamente (OSTERBROCK, 1983; FILIPPENKO et al., 1993).

Nesse estudo utilizamos dados de um tipo específico de AGNs, as galáxias Seyfert (homenagem a Carl K. Seyfert). *A priori*, Khachikian e Weedman (1974) propuseram uma divisão em dois tipos a saber, tipo 1 e 2 (conforme mostra a Figura 11). Esta divisão baseia-se

na relação entre a largura das linhas proibidas e a largura das linhas da série de Balmer. Sendo que, as galáxias Seyfert tipo 1 (*Sy1*) apresentam as linhas de Balmer mais largas que as linhas proibidas (exemplo, [OIII] λ 5007) e as Seyfert tipo 2 (*Sy2*), quando ambas as linhas apresentam a mesma largura.

Figura 12 - Espectros de núcelos de Seyfert tipo I (topo) e tipo II (base).



Fonte: Adaptado de Tran (2002).

Lembrando que quando refere-se às "largura das linhas", significa a relação da velocidade da região em que estas linhas são formadas. Para *Sy1* tem-se, FWHM entre 3000 a 10000 $Km.s^{-1}$ e para *Sy2* entre 500 a 1000 $Km.s^{-1}$ (KHACHIKIAN; WEEDMAN, 1974).

6 DETERMINAÇÃO DE METALICIDADE

A composição química de uma galáxia pode ser obtida a partir da intensidade de linhas de metais presentes no espectro destas. Em particular, espectros óticos de nebulosas são dominados por linhas de emissão, que incluem as linhas de hidrogênio permitidas da série de Balmer ($H\alpha\lambda 6563$, $H\beta\lambda 4861$, $H\gamma\lambda 4340$) e as linhas proibidas de elementos pesados ($[OII]\lambda\lambda 3726, 3729$, $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$, $[NII]\lambda\lambda 6548, 6584$, $[SII]\lambda\lambda 6717, 6731$). Devemos salientar que há numerosas outras linhas de emissão mais fracas que também estão presentes nos espectros desses objetos ($[OIII]\lambda 4363$).

A metalicidade de um gás é definida como sendo a soma da abundância de todos os elementos químicos com massa atômica maior que a do hélio (doravante metais), em relação à abundância do hidrogênio:

$$Z = (O/H) + (N/H) + (S/H) + (Ar/H) + \dots \quad (8)$$

Considerando que, na maior parte dos casos, em estudos de nebulosas ionizadas e AGNs, não podemos determinar a abundância de todos os metais, temos que estimar a metalicidade utilizando a abundância química de poucos ou de apenas um elemento químico. Entre os metais, o oxigênio é o melhor traçador da metalicidade, devido aos fatores listados a seguir.

- É o elemento mais abundante entre os metais.
- Possui linhas de emissão dos estágios de ionização mais abundantes (O^+ e O^{2+}) facilmente medidas no espectro observado no ótico.
- Praticamente não precisamos utilizar Fatores de Correção de Ionização (*ionization correction factor* - ICF) (PEIMBERT; COSTERO, 1969) para este elemento, ou seja, a abundância total O/H é dada por $O/H \approx (O^+/H^+) + (O^{2+}/H^+)$.

6.1 Determinação de abundância química em regiões H II

A determinação da abundância química em regiões H II pode ser obtida por diferentes métodos, tais como, por meio de linhas de recombinação, linhas sensíveis à temperatura eletrônica (método direto) e pelo uso de linhas de emissões fortes, facilmente observáveis (método indireto - (DORS JR. et al., 2011)).

6.1.1 Método direto

Este método consiste, basicamente, em medirmos a intensidade de uma linha de emissão do íon para o qual queremos determinar a abundância e, utilizando valores calculados da densidade eletrônica (N_e) e temperatura eletrônica (T_e), calculamos sua abundância. A densidade eletrônica pode ser obtida pela razão de linhas do enxofre $[SII]\lambda 6716/\lambda 6731$, enquanto que a

temperatura eletrônica pode ser estimada com a utilização da razão de linhas [OIII] $[(\lambda 4959 + \lambda 5007)/\lambda 4363]$. Uma vez determinadas a temperatura e a densidade eletrônica, a abundância de um elemento em um certo estágio de ionização X^i , em relação à abundância do hidrogênio, pode ser estimada por (OSTERBROCK, 2006).

$$\frac{N_{X^i}}{N_{H^+}} = \frac{I_{\lambda_{nn'}}}{I_{H\beta}} \frac{h(\nu_{n'} - \nu_n) q_{nn'}(T_e, N_e) b}{j_{H\beta}}, \quad (9)$$

sendo N_{X^i} a abundância do íon X^i relativa à abundância do hidrogênio N_{H^+} , $I_{\lambda_{nn'}}$ a intensidade da linha emitida pelo íon X^i , $h(\nu_{n'} - \nu_n)$ a diferença de energia entre dois níveis de transição n' e n , $q_{nn'}$ a taxa de excitação colisional de elétrons do nível n para n' , b o fator de desvio do equilíbrio termodinâmico e $j_{H\beta}$ o coeficiente de emissão da linha do hidrogênio $H\beta$.

Para obtermos a abundância total de um elemento qualquer X , é necessário somar as abundâncias de todos os seus estágios de ionização,

$$N(X) = \sum_0^i X^i = X^0 + X^1 + X^2 + \dots + X^i, \quad (10)$$

sendo "i" o número de elétrons do elemento X .

Se as linhas de emissão de todos os estágios de ionização de um elemento forem observadas, a abundância total é obtida pela equação acima. Caso contrário, temos que aplicar o ICF.

6.1.2 Método indireto

Quando linhas sensíveis à temperatura eletrônica não são medidas, como ocorre em objetos distantes e/ou com baixa excitação, devemos utilizar métodos indiretos para determinar a abundância química de um certo elemento.

Um dos métodos indiretos mais usados foi proposto por Pagel et al. (1979) e consiste em calibrar a abundância do oxigênio em relação a do hidrogênio (O/H) com a intensidade de linhas de emissão facilmente observáveis, no caso o índice R_{23} , definido por:

$$R_{23} = ([OII]\lambda 3727 + [OIII]\lambda 4959 + \lambda 5007)/H\beta. \quad (11)$$

A idéia é simples, uma vez que:

- $\{[OII]\lambda 3727/H\beta\} \propto (O^+/H^+)$ e
 - $\{[OIII]\lambda 4959 + \lambda 5007/H\beta\} \propto (O^{2+}/H^+)$,
- temos que
- $R_{23} \propto \{(O^+/H^+) + (O^{2+}/H^+)\} \propto (O/H)$.

Assim, da Equação 11 obtém-se também, $R_{23} \propto Z$. Ao longo dos anos, diversas calibrações do R_{23} com O/H têm sido propostas, como por exemplo, as de Edmunds e Pagel (1984), McGaugh (1991), Zaritsky et al. (1994) e Dors Jr. e Copetti (2005).

Outras linhas de emissão podem também ser usadas para estimar O/H como, por exemplo, os índices

$$N2 = \log([\text{NII}]\lambda 6584 / \text{H}\alpha) \quad (12)$$

e

$$O3N2 = \log([\text{OIII}]\lambda 5007 / \text{H}\beta) / [\text{NII}]\lambda 6584 / \text{H}\alpha \quad (13)$$

propostos por Storchi-Bergmann et al. (1994) e Alloin et al. (1979), respectivamente. Estes dois indicadores apresentam, sobretudo, baixa sensibilidade à extinção interestelar devido às linhas de emissão possuírem comprimento de onda próximos, ao contrário do índice R_{23} .

Basicamente, para obtermos uma calibração de abundância teórica, utilizamos modelos de fotoionização. Nestes, definimos uma faixa de valores de metalicidade como sendo um dos parâmetros de entrada. Um dos parâmetros de saída dos modelos são intensidades de linhas de emissão. Desta forma, obtemos uma função (calibração) ajustando os valores de metalicidade e os valores de uma dada razão de linhas.

6.2 Determinação de metalicidade em AGNs

A metalicidade de AGNs é um importante parâmetro porque define limites para o regime de alta metalicidade nos modelos de evolução química de galáxias (COUSIN et al., 2016; FU et al., 2013; PILKINGTON et al., 2012; MOLLÁ; DÍAZ, 2005), bem como, pode ser utilizada para investigar o enriquecimento do Universo (DORS et al., 2014; MATSUOKA et al., 2009; NAGAO et al., 2006; CASTRO et al., 2017).

A metalicidade da fase gasosa de AGNs, bem como a de regiões de formação estelar, podem ser obtidas utilizando dois métodos como demonstrado acima. No que segue, apresentamos uma introdução à aplicação destes métodos em AGNs.

6.2.1 Método- T_e (direto)

Como descrito na Seção 6.1.1, o método- T_e se baseia em medições de linhas de emissão dos principais estágios de ionização de um dado elemento (exemplos, O, N, S) e na medida direta da temperatura e da densidade eletrônica (OSTERBROCK, 2006).

No que diz respeito à aplicabilidade do método- T_e , há um consenso de que ele fornece estimativas confiáveis de metalicidade para regiões de formação estelar. De fato, Pilyugin (2003) encontrou um bom acordo entre valores de O/H obtidos com o método- T_e em regiões HII com valores medidos em estrelas próximas a estes objetos. No entanto, Dors et al. (2015) mostraram que este método não pode ser aplicado para AGNs Zhang et al. (2013), Prieto et al. (2005), Contini (2012).

6.2.2 Método de linhas fortes (indireto)

Como descrito na Seção 6.1.2, este método utiliza uma calibração entre a razão de linhas de emissão facilmente medidas e a metalicidade ou abundância química de um determinado elemento, geralmente o oxigênio (PAGEL et al., 1979; EDMUNDS; PAGEL, 1984; STORCHI-BERGMANN et al., 1998; PILYUGIN, 2000; PILYUGIN, 2001; KEWLEY; DOPITA, 2002; DORS JR.; COPETTI, 2005; STASIŃSKA, 2006; PILYUGIN; GREBEL, 2016; ASARI et al., 2016). Ao longo de décadas, várias calibrações entre emissões de linhas fortes e abundâncias do oxigênio têm sido propostas para ser utilizadas em estudos de regiões de formação estelar (LÓPEZ-SÁNCHEZ; ESTEBAN, 2010).

Apesar da metalicidade de AGNs ter sido estimada por muitos autores (FELTRE et al., 2016; DORS et al., 2015; RICHARDSON et al., 2014; BATRA; BALDWIN, 2014; DU et al., 2014; WANG et al., 2011; DHANDA et al., 2007; BALDWIN et al., 2003; HAMANN et al., 2002; FERLAND et al., 1996; HAMANN; FERLAND, 1992; HAMANN; FERLAND, 1993), parece que as únicas calibrações disponíveis na literatura para esta classe de objeto são as propostas por Storchi-Bergmann et al. (1998) e por Dors et al. (2014). Esses autores usaram resultados de modelos de fotoionização construídos com o código CLOUDY e obtiveram expressões facilmente aplicáveis considerando linhas de emissão no ótico (STORCHI-BERGMANN et al., 1998) e no ultravioleta (DORS et al., 2014). A seguir, pode ser visto um resumo das derivações de suas calibrações.

6.2.2.1 Ótico

I - Storchi-Bergmann et al. (1998) propuseram duas calibrações bidimensionais para estimar O/H. A primeira calibração considera razões de linhas $x = [\text{N II}]\lambda\lambda 6548,6584/\text{H}\alpha$ e $y = [\text{O III}]\lambda\lambda 4959,5007/\text{H}\beta$ e é dada por

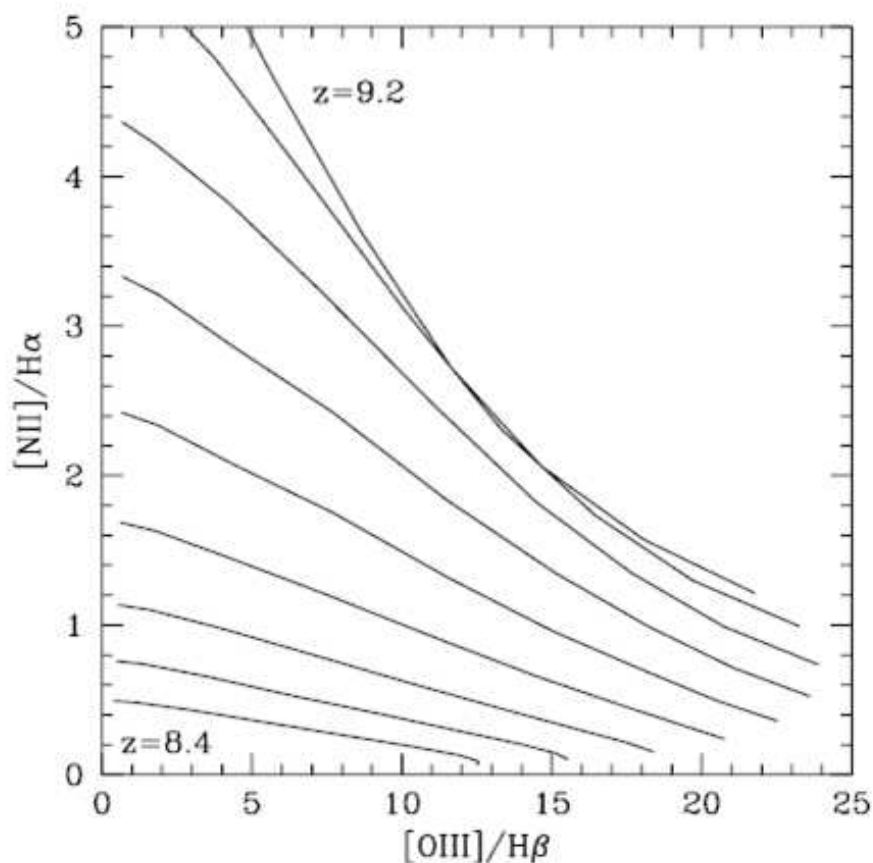
$$\begin{aligned} (\text{O}/\text{H}) &= 8,34 + (0,212x) - (0,012x^2) - (0,002y) \\ &+ (0,007xy) - (0,002x^2y) + (6,52 \times 10^{-4}y^2) \\ &+ (2,27 \times 10^{-4}xy^2) + (8,87 \times 10^{-5}x^2y^2), \end{aligned} \quad (14)$$

sendo x a razão de linhas com uma maior dependência com a metalicidade e y a razão com uma maior dependência com o parâmetro de ionização. A segunda calibração considera $u = \log([\text{O II}]\lambda\lambda 3727,3729/[\text{O III}]\lambda\lambda 4959,5007)$ e $v = \log([\text{N II}]\lambda\lambda 6548,6584/\text{H}\alpha)$ e é dada por

$$\begin{aligned} (\text{O}/\text{H}) &= 8,643 - 0,275u + 0,164u^2 \\ &+ 0,655v - 0,154uv - 0,021u^2v \\ &+ 0,288v^2 + 0,162uv^2 + 0,0353u^2v^2, \end{aligned} \quad (15)$$

sendo neste caso u dependente do parâmetro de ionização. Nas Figuras 13 e 14 as curvas referentes a estas calibrações são mostradas.

Figura 13 - Calibração entre razões de linhas $[\text{N II}]\lambda\lambda 6548,6584/\text{H}\alpha$ e $[\text{O III}]\lambda\lambda 4959,5007/\text{H}\beta$ e abundância de oxigênio ($z = 12 + \log(\text{O}/\text{H})$, Equação 14) sugerida por Storchi-Bergmann et al. (1998). As curvas representam resultados de modelos de fotoionização.

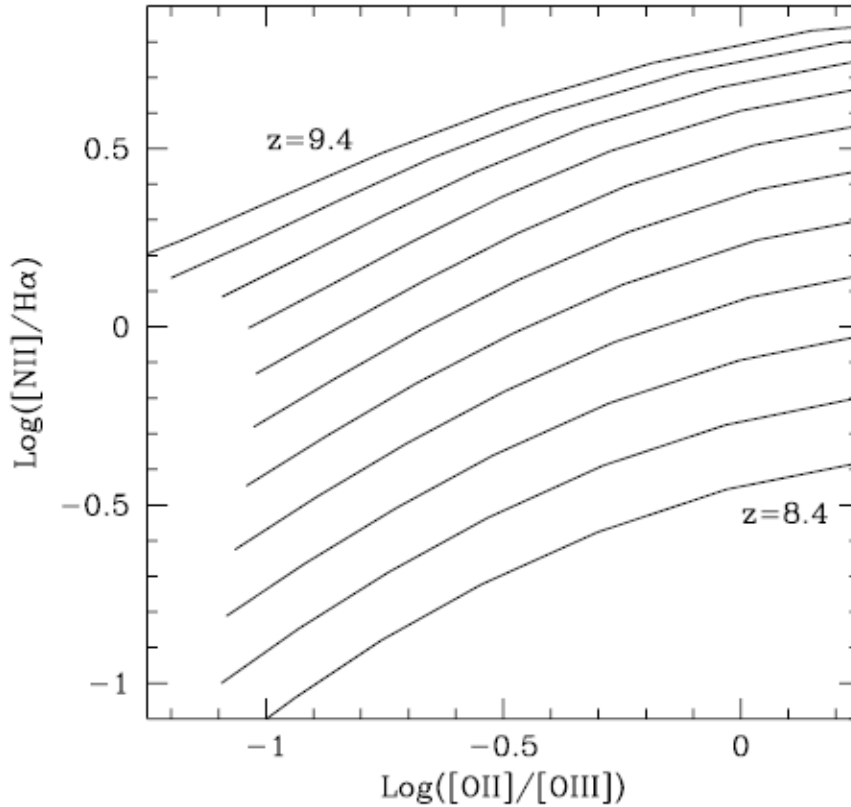


Fonte: Storchi-Bergmann et al. (1998).

É válido observar que em ambas as calibrações acima propostas utilizaram-se, na construção dos modelos de fotoionização, a seguinte relação entre $\text{N}/\text{O} - \text{O}/\text{H}$ em que assume-se o nitrogênio como um elemento de fonte secundária.

$$\log(\text{N}/\text{O}) = 0,96 [12 + \log(\text{O}/\text{H})] - 9,29. \quad (16)$$

Figura 14 - Calibração entre razões de linhas $\log([\text{O II}]\lambda\lambda 3727,3729/[\text{O III}]\lambda\lambda 4959,5007)$ e $\log([\text{N II}]\lambda\lambda 6548,6584/\text{H}\alpha)$ e abundância de oxigênio ($z = 12 + \log(\text{O}/\text{H})$, Equação 15) sugerida por Storchi-Bergmann et al. (1998). As curvas representam resultados de modelos de fotoionização.



Fonte: Storchi-Bergmann et al. (1998).

6.2.2.2 Ultravioleta

II - Dors et al. (2014) consideraram uma calibração entre a metalicidade Z e a razão de linhas entre o carbono e o hélio definida por

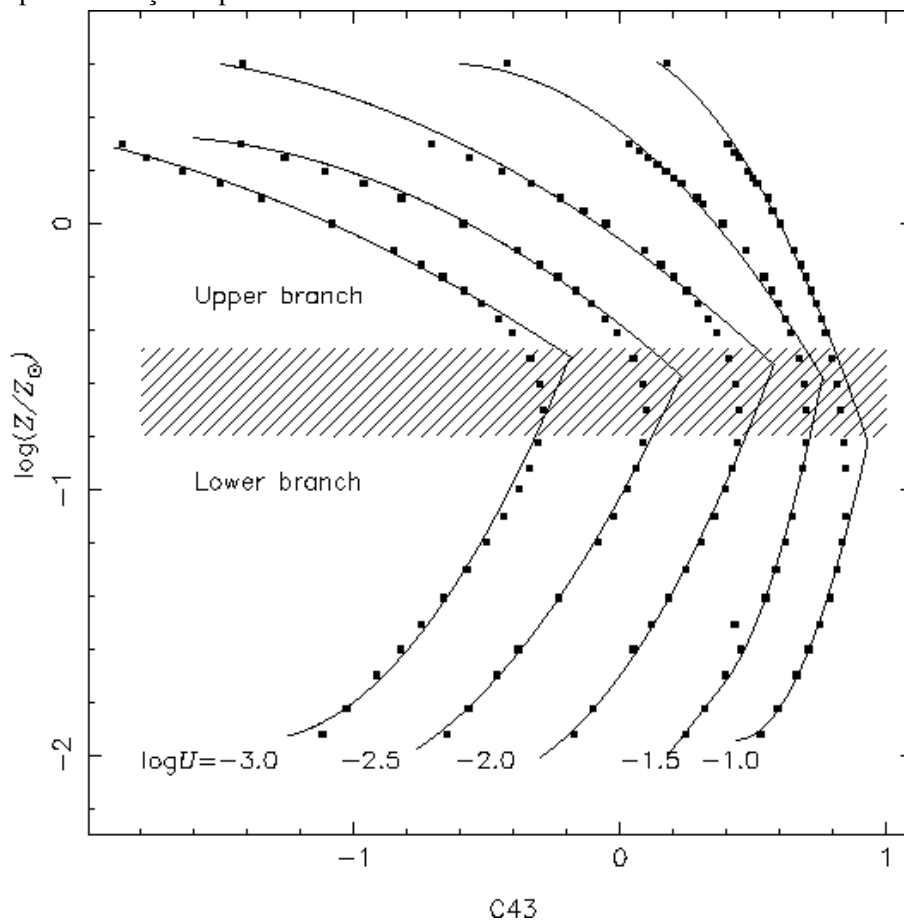
$$C43 = \log[(\text{CIV}\lambda 1549 + \text{CIII}\lambda 1909)/\text{He II}\lambda 1640]. \quad (17)$$

A Tabela 1 apresenta os coeficientes dos ajustes entre $C43$ e Z para diferentes valores do logaritmo do parâmetro de ionização $\log U$ e, na Figura 15, as curvas representando estes ajustes são mostradas. Pode-se ver uma forte dependência da relação $C43$ e Z com o parâmetro de ionização. Assim, Dors et al. (2014) surgiriam derivar U utilizando a equação

$$\log U = -0,10(\pm 0,06) \times x^2 - 1,14(\pm 0,02) \times x - 1,93(\pm 0,03), \quad (18)$$

sendo $x = \log(\text{CIII}/\text{CIV})$.

Figura 15 - Logaritmo da metalicidade em relação a unidade solar versus $C43 = \log[(C\text{ IV}\lambda 1549 + C\text{ III}\lambda 1909)/\text{He II}\lambda 1640]$. As curvas apresentam os ajustes (Tabela 1) sobre os resultados dos modelos de fotoionização, representado por pontos. A área hachurada separa os braços superior e inferior como indicado.



Fonte: Dors et al. (2014)

Também, como pode ser visto na Figura 15, deve-se escolher um ramo da calibração para calcular a metalicidade. Como geralmente AGNs possuem metalicidade $Z > (0,5 \times Z_{\odot})$, deve ser utilizado o ramo superior.

Tabela 1 - Coeficientes de ajuste de $\log(Z/Z_{\odot}) = a \times C43^2 + b \times C43 + c$ para diferentes valores de $\log U$.

$\log U$	a	b	c
ramo superior			
-1,0	-1,45($\pm 0,15$)	-0,25($\pm 0,16$)	0,67($\pm 0,04$)
-1,5	-0,59($\pm 0,06$)	-0,77($\pm 0,03$)	0,35($\pm 0,01$)
-2,0	-0,18($\pm 0,02$)	-0,71($\pm 0,03$)	-0,06($\pm 0,01$)
-2,5	-0,22($\pm 0,02$)	-0,79($\pm 0,03$)	-0,38($\pm 0,01$)
-3,0	-0,12($\pm 0,02$)	-0,71($\pm 0,06$)	-0,63($\pm 0,03$)
ramo inferior			
-1,0	4,60($\pm 0,85$)	-4,03($\pm 1,17$)	-1,06($\pm 0,39$)
-1,5	4,90($\pm 0,78$)	-2,53($\pm 0,80$)	-1,49($\pm 0,19$)
-2,0	1,13($\pm 0,24$)	1,37($\pm 0,08$)	-1,70($\pm 0,01$)
-2,5	0,76($\pm 0,18$)	1,82($\pm 0,10$)	-1,03($\pm 0,01$)
-3,0	1,02($\pm 0,29$)	2,81($\pm 0,39$)	-0,01($\pm 0,11$)

Fonte: Dors et al. (2014).

7 NOVAS CALIBRAÇÕES PARA DERIVAR METALICIDADE DE AGNs

Esse capítulo apresenta a metodologia utilizada para derivar uma calibração entre a razão de linhas $[\text{N II}]\lambda 6584/[\text{O II}]\lambda 3727$ e a metalicidade de AGNs tipo Seyfert 2. Também, uma nova calibração entre a razão de linhas $(\text{CIV}\lambda 1549 + \text{CIII}\lambda 1909)/\text{HeII}\lambda 1640$ (ultravioleta) e a metalicidade de AGNs foi obtida.

Para obter uma relação entre a metalicidade e linhas de emissão fortes de galáxias Sy2, compilou-se da literatura intensidades de linhas de emissão estreitas e observadas no ótico e ultravioleta. Estes dados observacionais foram comparados com os resultados de uma grade de modelos de fotoionização a fim de estimar a metalicidade de cada objeto. No que segue, é apresentada uma descrição dos modelos de fotoionização e da amostra de objetos.

7.1 Ótico

O índice definido por

$$N2O2 = \log ([\text{N II}]\lambda 6584 / [\text{O II}]\lambda 3727) \quad (19)$$

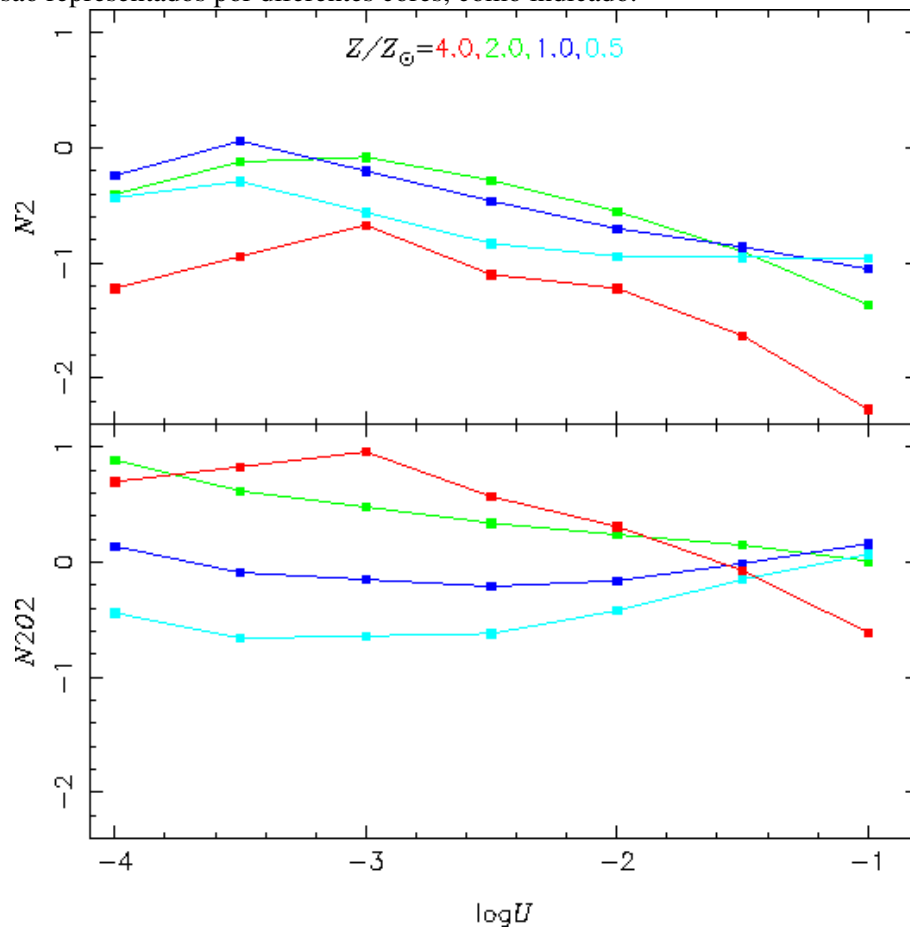
foi proposto por Dopita et al. (2000) para ser aplicado no estudo de abundância química de regiões de formação estelar (KEWLEY; DOPITA, 2002; KEWLEY; ELLISON, 2008). Modelos de fotoionização construídos para representar regiões HII têm mostrado que esta razão de linhas tem a vantagem de ser menos dependente do parâmetro de ionização que outros índices, por exemplo, $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$, R_{23} e $[\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ (KEWLEY; DOPITA, 2002). Entretanto, não se sabe se este resultado converge para AGNs. Assim, para testar faz-se necessário comparar os resultados de nossos modelos para o índice $N2O2$ e $N2 = \log [\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ versus o logaritmo do parâmetro de ionização, que para diferentes valores de metalicidade são mostrados na Figura 16.

Como é mostrado no capítulo anterior, o índice $N2$ foi proposto por Storchi-Bergmann et al. (1998) para ser usado como indicador de metalicidade de AGNs e também tem sido aplicado em estudos de regiões de formação estelar (PÉREZ-MONTERO; VÍLCHEZ, 2009). Como podemos ver na Figura 16, $N2O2$ varia por cerca de 0,5 dex para toda a faixa de valores de $\log U$, enquanto $N2$ varia por cerca de 1,0 dex. Além disso, $N2$ mostra um comportamento bimodal com a metalicidade, no sentido que seu valor aumenta com a metalicidade no regime $(Z/Z_{\odot}) < 1,0$ e diminui para maiores valores de metalicidade.

A desvantagem de utilizar a relação de metalicidade de linhas fortes baseada nas linhas de emissão do $[\text{N II}]$ é a forte dependência delas com a razão de abundância de N/O (PÉREZ-MONTERO; VÍLCHEZ, 2009), sendo que $\frac{[\text{N II}]\lambda 6584}{[\text{O II}]\lambda 3727} \approx \frac{\text{N}}{\text{O}}$. que é pouco conhecida para AGNs. De fato, a maioria das grades dos modelos de fotoionização construídas para representar AGNs têm considerado relações entre N e O (ou Z/Z_{\odot}) obtidas de estudos de metalicidade de regiões

HII (DORS et al., 2014; DORS et al., 2015; GROVES et al., 2006). Por exemplo, Storchi-Bergmann et al. (1998) assumiram em seus modelos uma origem secundária para o nitrogênio ($N/O \approx O/H$) e usaram a relação obtida de estudos de núcleos starburst por Storchi-Bergmann et al. (1994). Recentemente, Dors Jr. et al. (2017) derivaram uma relação entre N e O para Sy2 que poderá ser considerada em modelos futuros.

Figura 16 - Índices $N2O2$ e $N2$ versus o logaritmo do parâmetro de ionização para diferentes metalicidades, painéis inferior e superior, respectivamente. As retas conectam resultados dos modelos de fotoionização representados por pontos. Resultados de modelos com diferentes metalicidades são representados por diferentes cores, como indicado.



Fonte: Autor

Para calibrar o índice $N2O2$ com a metalicidade adotou-se a seguinte metodologia: Inicialmente, considera-se um diagrama $[O\text{III}]\lambda 5007 / [O\text{II}]\lambda 3727$ versus $[N\text{II}]\lambda 6584 / [O\text{II}]\lambda 3727$ contendo o resultado dos nossos modelos e os dados observacionais (Seção 3.2). Na Figura 17 este diagrama é mostrado. Pode-se ver que todos os dados observacionais estão localizados dentro das regiões ocupadas pelos nossos modelos, com exceção de um objeto, isto é, NGC1068 (representado por um triângulo) não considerado em nossas análises.

Diferente dos resultados do modelo de Storchi-Bergmann et al. (1998), observa-se que as curvas representando os resultados de nossos modelos de fotoionização sobrepõem-se para

valores extremos de $\log U$. Assim, não foi considerada em nossa análise esses valores extremos ($\log U > -1,8$ e $\log U < -3,5$ para $Z/Z_{\odot} > 2,0$), uma vez que não pode-se distinguir entre duas estimativas de metalicidade.

Portanto, para calibrar a metalicidade como uma função do índice $N2O2$, utilizando a Figura 17, calcula-se os valores da metalicidade e do logaritmo do parâmetro de ionização para cada objeto em nossa amostra utilizando interpolações lineares entre nossos modelos. Estes valores interpolados estão listados nas colunas 2 e 3, respectivamente, da Tabela 2.

Tabela 2 - Identificação, parâmetro de ionização e metalicidade (Z/Z_{\odot}) estimados usando *interpolação* da Figura 17, Z/Z_{\odot} pelo *índice* $N2O2$ (Equação 20), $\log L(H\beta)$, densidade de elétrons (N_e), excesso de cor $E(B-V)$ e a referência original para os objetos em nossa amostra.

Identificação	$\log U$	Z/Z_{\odot}		$\log L(H\beta)(\text{erg s}^{-1})$	$N_e (\text{cm}^{-3})$	$E(B-V)$	Ref.
		Interpolação	$N2O2$				
IZw 92	-2,5	0,67	0,67	41,55	822,0	0,15	1
NGC 3393	-2,3	1,85	1,80	—	2022,0	0,20	1
Mrk 176	-2,5	1,22	1,12	40,02	535,0	0,60	1
3c033	-2,6	0,67	0,66	40,51	252,0	0,23	1
Mrk 3	-2,6	1,25	1,16	40,91	948,0	0,45	1
Mrk 573	-2,5	1,22	1,12	40,51	781,0	0,30	1
NGC 1068	-2,4	4,00	—	42,03	—	0,32	1
Mrk 78	-2,7	0,32	0,77	40,80	370,0	0,45	1
Mrk 34	-2,6	0,97	0,93	41,31	546,0	0,26	1
Mrk 1	-2,5	1,12	1,07	40,20	767,0	0,41	1
3c433	-3,0	1,02	1,10	40,36	50,0	0,57	1
Mrk 270	-2,9	0,87	0,82	39,72	1027,0	0,20	1
3c452	-3,0	1,00	1,02	40,17	50,0	0,47	1
Mrk 198	-2,8	1,22	1,16	40,34	111,0	0,22	1
Mrk 268	-3,0	1,17	1,46	40,69	260,0	0,40	1
Mrk 273	-3,2	0,67	0,62	40,25	50,0	0,86	1
NGC 3227	-2,7	1,62	1,62	—	647,0	0,36	1
Mrk 6	-2,5	1,09	1,01	—	647,0	0,37	1
ESO 138 G1	-2,5	0,57	0,59	—	685,0	0,29	1
NGC 5643	-2,7	0,87	0,82	40,59	141,0	0,52	1
NGC 1667	-3,2	0,92	0,90	39,06	281,0	1,31	1
Mrk 423	-3,2	0,82	0,75	40,13	239,0	0,35	1
Mrk 609	-2,7	1,50	1,55	40,54	239,0	0,57	1
Mrk 226SW	-3,1	0,75	0,69	—	296,0	0,53	1

*Continua na
próxima página*

Tabela 2 –
*Continuação da
 página anterior*

Identificação	$\log U$	Z/Z_{\odot}		$\log L(\text{H}\beta)(\text{ergs}^{-1})$	$N_e (\text{cm}^{-3})$	$E(\text{B-V})$	Ref.
		Interpolação	<i>N2O2</i>				
NGC 3081	-2,6	1,32	1,29	—	693,0	0,33	1
NGC 3281	-2,7	1,32	1,30	—	974,0	0,56	1
NGC 3982	-2,5	1,00	0,95	—	819,0	0,24	1
NGC 4388	-2,5	0,92	0,83	—	343,0	0,39	1
NGC 5135	-2,8	1,30	1,36	—	492,0	0,56	1
NGC 5643	-2,7	0,92	0,89	40,59	451,0	0,56	1
NGC 5728	-2,7	1,30	1,30	41,10	606,0	0,54	1
NGC 6300	-2,9	0,77	0,73	—	360,0	0,70	1
NGC 6890	-2,3	1,75	1,61	—	176,0	0,27	1
IC 5063	-2,8	0,87	0,82	—	311,0	0,48	1
IC 5135	-2,9	1,07	1,09	—	471,0	0,55	1
Mrk 744	-2,6	1,62	1,59	39,88	606,0	—	1
Mrk 1066	-3,0	0,95	1,01	—	—	—	1
NGC 5506	-2,7	1,19	1,15	39,68	809,0	0,68	1
NGC 2110	-3,1	1,07	1,12	39,68	395,0	0,53	1
NGC 3281	-2,8	0,92	0,90	39,22	471,0	0,68	1
Akn 347	-2,5	1,37	1,30	39,93	606,0	0,54	1
UM 16	-2,6	0,92	0,88	41,07	606,0	0,36	1
Mrk 533	-2,3	1,82	1,71	40,82	1046,0	0,35	1
IZw 92	-2,5	0,72	0,68	41,44	805,0	0,19	1
Mrk 612	-2,5	1,82	1,82	40,20	75,0	0,48	1
Mrk 622	-3,2	0,57	0,54	40,71	64,0	1,17	1
IC 1657	-2,5	0,85	0,81	39,24	40,0	—	2
(1)IRAS	-3,0	1,25	1,20	39,80	90,0	—	2
IC 1816	-2,9	2,00	2,01	39,96	8691,0	—	2
NGC 1125	-2,8	1,00	0,97	39,70	403,0	—	2
(2)MCG	-3,0	1,20	1,17	39,43	949,0	—	2
(3)IRAS	-2,8	0,87	0,84	39,22	532,0	—	2
(4)ESO	-3,0	1,42	1,38	39,74	581,0	—	2
NGC 6300	-3,2	1,20	1,17	37,92	330,0	—	2
(5)ESO	-2,7	1,25	1,23	39,35	2449,0	—	2
NGC 6926	-2,8	0,90	0,90	38,86	305,0	—	2

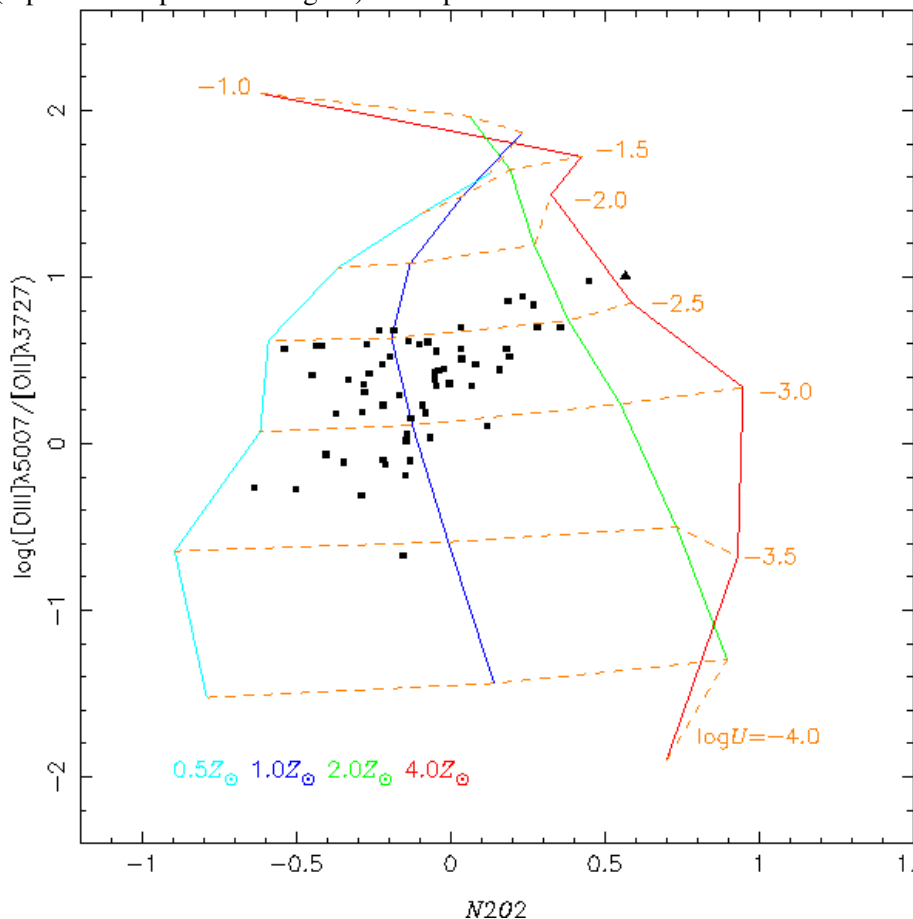
*Continua na
 próxima página*

Tabela 2 –
 Continuação da
 página anterior

Identificação	$\log U$	Z/Z_{\odot}		$\log L(H\beta)(\text{erg s}^{-1})$	$N_e (\text{cm}^{-3})$	$E(B-V)$	Ref.
		Interpolação	$N2O2$				
IC 1368	-2,7	0,95	1,02	38,78	217,0	—	2
NGC 7590	-2,7	0,97	1,00	38,54	121,0	—	2

Fonte: (1)Dados compilados por Dors et al. (2015); (2)Observados por Dopita et al. (2015);
 (1)IRAS01475-0740; (2)MCG-06-23-038; (3)IRAS11215-2806; (4)ESO137-G34;
 (5)ESO103-G35.

Figura 17 - Logarítmo da razão de linhas $[OIII]\lambda 5007/[OII]\lambda 3727$ versus $N2O2$. As linhas sólidas conectam os resultados dos nossos modelos com iso-metalicidade, enquanto as linhas tracejadas, conectam modelos com iso-parâmetro de ionização, como indicado. Os pontos representam os dados observados compilados da literatura. O ponto fora da região ocupada pelos modelos (representado por um triângulo) corresponde ao núcleo de NGC1068.



Fonte: Autor

Entre os objetos selecionados, observou-se que NGC7674 (não listado na Tabela 2) apresenta o valor mais alto de metalicidade ($Z/Z_{\odot} = 3,25$), em contraste com valores relativamente baixos ($Z/Z_{\odot} = 0,50$) encontrados por Dors et al. (2014), usando o índice C43, o qual considera linhas de emissão no UV. Dors et al. (2015) também estimaram valores de baixa metalicidade para esse objeto ($Z/Z_{\odot} \approx 1$) usando a primeira calibração dada por Storchi-Bergmann et al. (1998). Os dados no ótico desse objeto foram originalmente publicados por Shuder e Osterbrock (1981), que relataram a presença de asas em todas as linhas de emissão medidas, exceto em $[\text{O II}]\lambda 3727$. Este fato poderia levar a subestimar o fluxo de $[\text{O II}]\lambda 3727$ conduzindo a um valor mais alto de metalicidade. Assim, para evitar qualquer possibilidade de derivar uma calibração incerta de metalicidade introduzido por considerar NGC7674, eliminamos esse objeto em nossa análise.

Na Figura 18, os valores de Z/Z_{\odot} interpolados, os valores observados $N2O2$ e o ajuste destes dados obtido por

$$(Z/Z_{\odot}) = 1,08(\pm 0,19) \times N2O2^2 + 1,78(\pm 0,07) \times N2O2 + 1,24(\pm 0,01) \quad (20)$$

são mostrados.

Embora essa relação seja unidimensional, ou seja, ela utiliza apenas uma relação de linha principalmente dependente da metalicidade, a presente calibração leva em consideração a dependência com o parâmetro de ionização através da razão

$[\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O II}]\lambda 3727$, que é fortemente dependente de U e, que foi considerado nas estimativas de Z/Z_{\odot} (Figura 16).

7.2 Ultravioleta

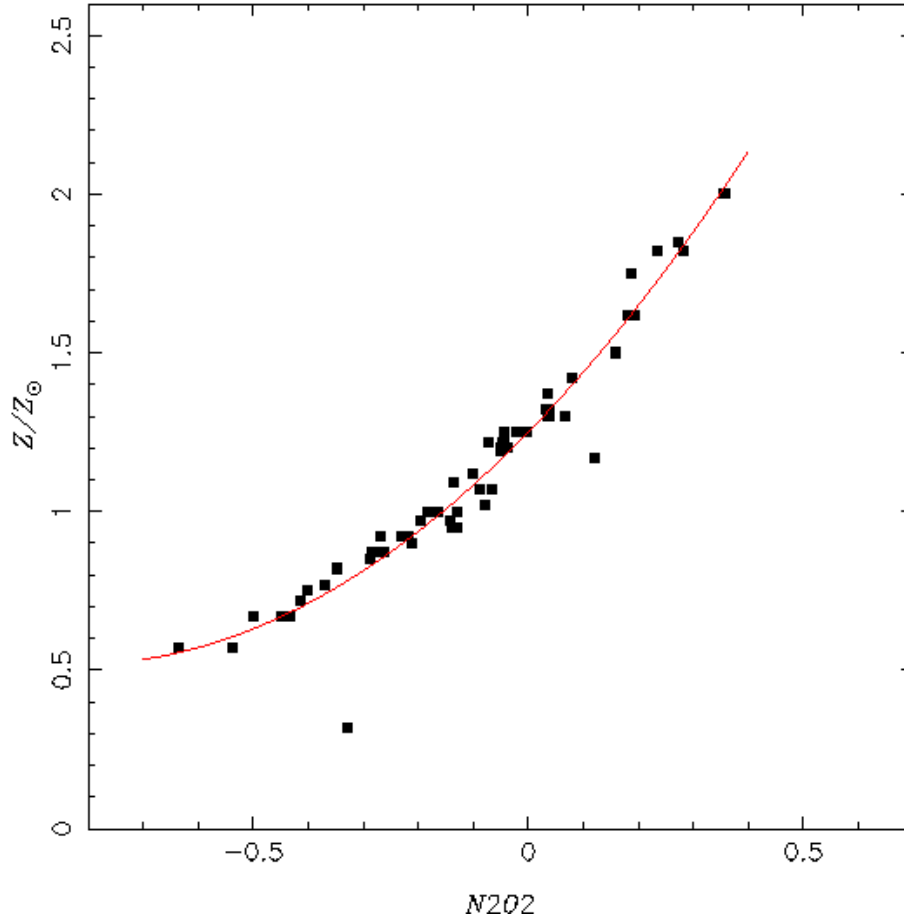
Nagao et al. (2006) construíram uma grade de modelos de fotoionização e mostraram que a razão de linhas $\text{C IV}\lambda 1549/\text{He II}\lambda 1640$ pode ser utilizada como um indicador da metalicidade de AGNs. Entretanto, esta razão de linhas possui uma forte dependência com o parâmetro de ionização, o que a faz produzir resultados incertos de metalicidade.

Este problema foi abordado por Dors et al. (2014), que sugeriram adicionar ao numerador desta razão a linha $\text{C III}\lambda 1909$. Assim, estes autores propuseram o índice definido por:

$$\text{C43} = \log [(\text{C IV}\lambda 1549 + \text{C III}\lambda 1909)/\text{He II}\lambda 1640] \quad (21)$$

como um indicador de metalicidade em AGNs. Este novo índice possui uma dependência mais fraca com U que a razão $\text{C IV}\lambda 1549/\text{He II}\lambda 1640$, como podemos ver na Figura Uma descrição da obtenção da calibração entre C43 e Z foi dada na Seção ... e não será repetida aqui.

Figura 18 - Z/Z_{\odot} versus índice $N2O2$. Os pontos representam as estimativas de metalicidade obtida pela interpolação dos resultados do nosso modelo de fotoionização utilizando a Figura 17 e valores observados de $N2O2$, ambos listados na Tabela 2. A curva representa o ajuste sobre estes pontos representado pela Equação 20



Fonte: Autor

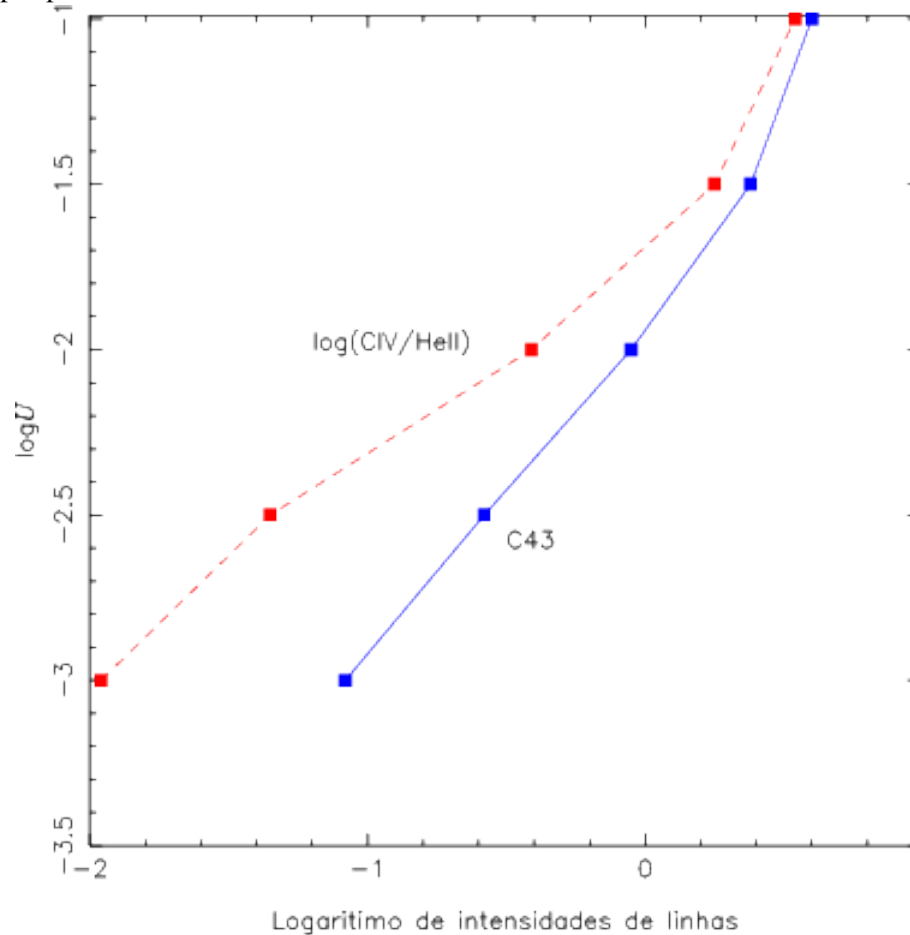
Uma outra vantagem do índice C43 é que ele possui uma menor dependência com a razão de abundância C/O que a razão $CIV\lambda 1549/He II\lambda 1640$ (DORS et al., 2014).

A calibração entre C43-Z proposta por Dors et al. (2014) é teórica. Com o objetivo de obter uma calibração semi-empírica deste índice, aplicamos a mesma metodologia utilizada para obter a calibração entre $N2O2$ e Z, mostrada anteriormente.

Na Figura 20, as razões de linhas $\log(CIII\lambda 1909/CIV\lambda 1559)$ versus C43 preditas pelos modelos de fotoionização (Seção 3.2) são comparadas às intensidades de linhas de emissão da amostra observacional (Seção 3.2). Podemos ver que os modelos reproduzem os dados observacionais. Desta comparação, obtem-se por interpolação os valores de metalicidade e parâmetro de ionização, listados na Tabela 3. Na Figura 21, estes valores de metalicidade versus o valor de C43, para a amostra de objetos, são mostrados. Podemos ver uma clara correlação entre eles, sendo que o ajuste destes dados é bem representado por

$$(Z/Z_{\odot}) = -9,18(\pm 11,82) \times C43^2 + 6,01(\pm 11,55) \times C43 + 0,86(\pm 2,75). \quad (22)$$

Figura 19 - O logaritmo do parâmetro de ionização *versus* o índice *C43* e o logaritmo da razão de linhas *CIV/HeII* para diferentes metalicidades, representados por linhas cheias e tracejadas respectivamente. As retas conectam resultados dos modelos de fotoionização representados por pontos.



Fonte: Adaptado de Dors et al. (2014)

Tabela 3 - Identificação, parâmetro de ionização e metalicidade (Z/Z_{\odot}) estimados usando *interpolação* da Figura 20, Z/Z_{\odot} pelo índice *C43* (Equação 22), $\log L(\text{He II})$. Intensidades de linhas foram obtidas de Dors et al.(2014).

Identificação	$\log U$	Z/Z_{\odot}		$\log L(\text{HeII})(\text{erg s}^{-1})$
		Interpolação	<i>C43</i>	
NGC 1068	-1,4	1,82	1,12	40,80
NGC 4507	-1,4	1,35	1,44	40,24
NGC 5506	-1,7	0,75	1,12	39,89
NGC 7674	-1,5	1,02	1,27	40,57
Mrk 3	-1,3	1,45	1,49	40,34
Mrk 573	-1,2	1,85	1,64	40,75
Mrk 1388	-1,3	1,52	1,58	41,09
MCG- 3- 34- 64	-1,4	1,82	1,84	40,38
NGC 7674	-1,6	0,82	0,91	41,27

Figura 20 - Logarítmo da razão de linhas $[\text{CIII}]\lambda 1909/[\text{CIV}]\lambda 1549$ versus $C43$. As linhas sólidas conectam os resultados dos nossos modelos com iso-metalicidade, enquanto as linhas tracejadas, conectam modelos com iso-parâmetro de ionização, como indicado. Os pontos representam os dados observados compilados da literatura. O ponto representado por um triângulo corresponde ao núcleo de NGC1068.

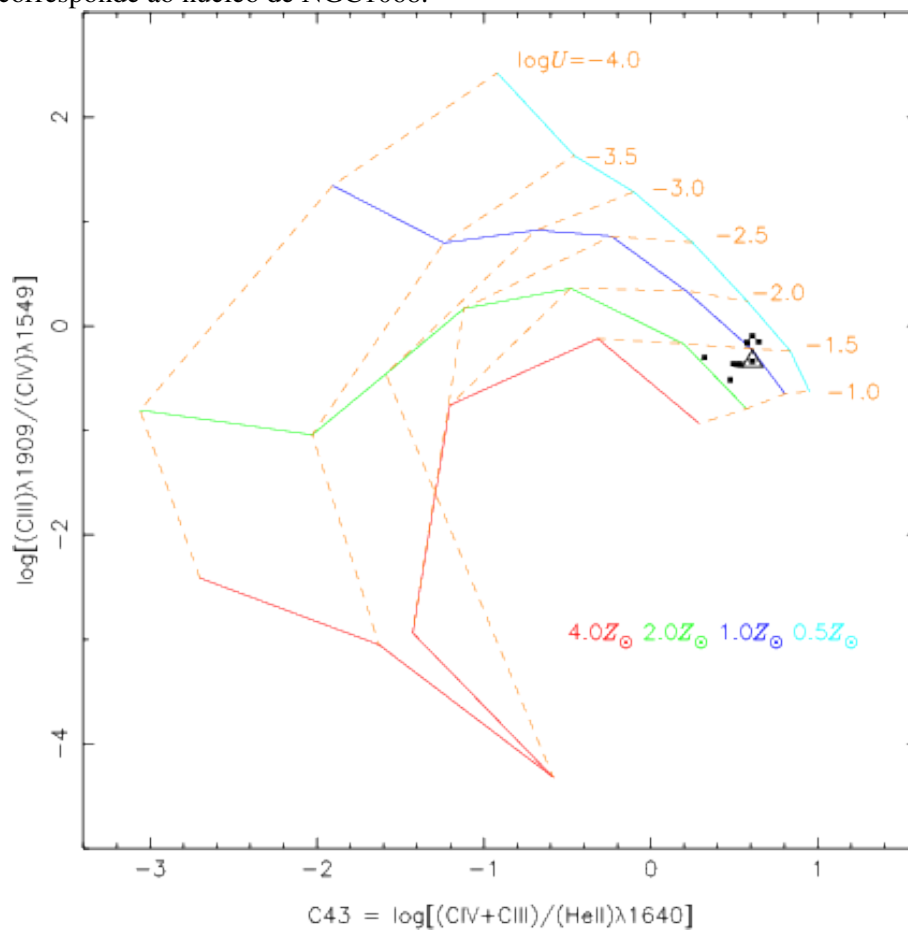
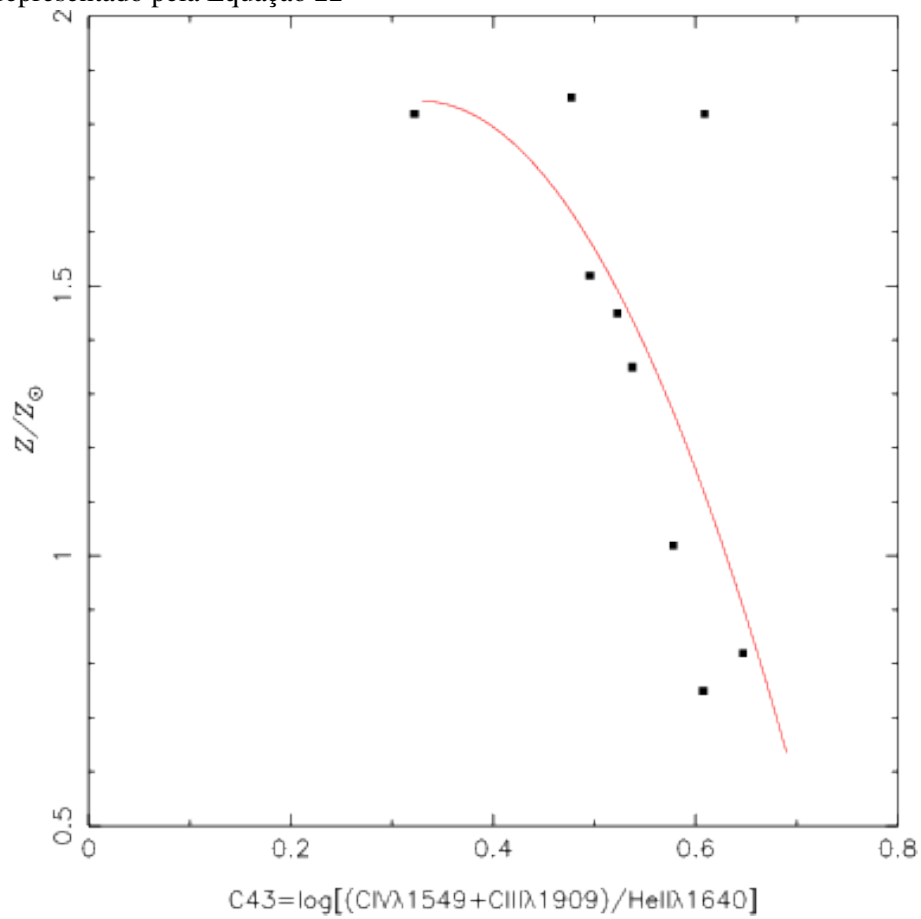


Figura 21 - Z/Z_{\odot} versus $C43$. Os pontos representam as estimativas de metalicidade obtida pela interpolação dos resultados do nosso modelo de fotoionização utilizando a Figura 20 e valores observados de $C43$, ambos listados na Tabela 3. A curva representa o ajuste sobre estes pontos representado pela Equação 22



Fonte: Autor

8 RESULTADOS E DISCUSSÕES

A metalicidade de AGNs é um importante parâmetro pois define restrições para o regime de alta metalicidade nos modelos de evolução química de galáxias (COUSIN et al., 2016; FU et al., 2013; PILKINGTON et al., 2012; MOLLÁ; DÍAZ, 2005), bem como, pode ser utilizada para investigar o enriquecimento químico do Universo (DORS et al., 2014; MATSUOKA et al., 2009; NAGAO et al., 2006), uma vez que podemos observar (e medir a metalicidade) AGNs a altos redshift ($z > 4$).

Estimativas de metalicidade das NLRs de galáxias Sy2 e de regiões centrais de galáxias com formação estelar podem ser obtidas, indiretamente, pela utilização do método de intersecção central (DORS et al., 2015; GUSEV et al., 2012; PILYUGIN et al., 2007; PILYUGIN et al., 2004; ZEE et al., 1998; ZARITSKY et al., 1994; VILA-COSTAS; EDMUNDS, 1992). Este método consiste em obter o valor de abundância no centro de uma galáxia a partir da extrapolação do gradiente de abundância química (ou metalicidade) de um dado elemento derivado a partir de dados espectroscópicos de regiões HII localizados ao longo do seu disco. Por exemplo, para a galáxia espiral M101, Dors Jr. e Copetti (2005) derivaram o gradiente de abundância do oxigênio

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = (-0,035 \pm 0,002) R(\text{kpc}) + (9,15 \pm 0,04). \quad (23)$$

Assim, a extrapolação deste gradiente ao núcleo de M101 corresponde ao valor da abundância de oxigênio para $R = 0$ kpc, ou seja, $12 + \log(\text{O}/\text{H})_{R=0} = 9,15 \pm 0,04$, ou $(Z/Z_{\odot}) \approx 2,9$.

Dors et al. (2015) encontraram que as abundâncias no centro de galáxias obtidas por este método são semelhantes ou ligeiramente mais elevadas que valores obtidos usando o método de linhas fortes proposto por Storchi-Bergmann et al. (1998). No entanto, o método de intersecção central requer observar uma grande amostra de regiões HII e é limitado a objetos espacialmente resolvidos, isto é, objetos com baixos redshifts (próximos).

Dors et al. (2015), considerando dados de uma amostra de Sy2, também analisaram os resultados obtidos pela utilização do Método-Te (Seção 6.2) e encontraram que este método subestima a abundância de oxigênio em até ~ 2 dex quando comparadas às abundâncias derivadas através do método de linhas fortes e através de extrapolações de gradientes. Assim, determinações de abundâncias baseadas na emissão de linhas fortes parece ser o método mais confiável e fácil para ser utilizado em AGNs tipo Sy2.

Até agora, apenas três relações entre a metalicidade e linhas de emissão fortes e estreitas de AGNs estão disponíveis na literatura: a relação baseada na linhas de emissão do ultravioleta proposta por Dors et al. (2014) e as duas relações baseadas em linhas de emissão do ótico propostas por Storchi-Bergmann et al. (1998).

Dors et al. (2015) mostraram que a primeira relação proposta por Storchi-Bergmann et al. (1998), dada pela Equação 19, apresenta um melhor acordo com os modelos recentes de fotoionização do que o método de abundância de intersecção central.

Além das razões de linhas no ótico consideradas por Storchi-Bergmann et al. (1998), outras razões poderiam ser utilizadas como indicadores de metalicidade de NLRs de galáxias Sy2 como, por exemplo, $R_{23} = ([\text{O II}]\lambda 3727 + [\text{O III}]\lambda 4959 + \lambda 50070/\text{H}\beta)$ sugerido por Pagel et al. (1979) para estimar abundâncias de oxigênio em regiões de formação estelar. Dors et al. (2015), utilizando uma grade de modelos de fotoionização, encontraram uma nova relação $\text{O}/\text{H} - R_{23}$ para NLRs de galáxias Sy2.

No entanto, esses autores apontam que as NLRs de galáxias Sy2 poderiam ter uma fonte secundária de aquecimento além da radiação proveniente do BN, provavelmente choque de gás com baixa velocidade ($v < 500$ km/s). Este fato produz, principalmente, um aumento na intensidade das linhas mais sensíveis a temperatura eletrônica, como, por exemplo, as linhas do [OIII] e, conseqüentemente, a relação $\text{O}/\text{H} - R_{23}$ não é confiável para estes tipos de objetos.

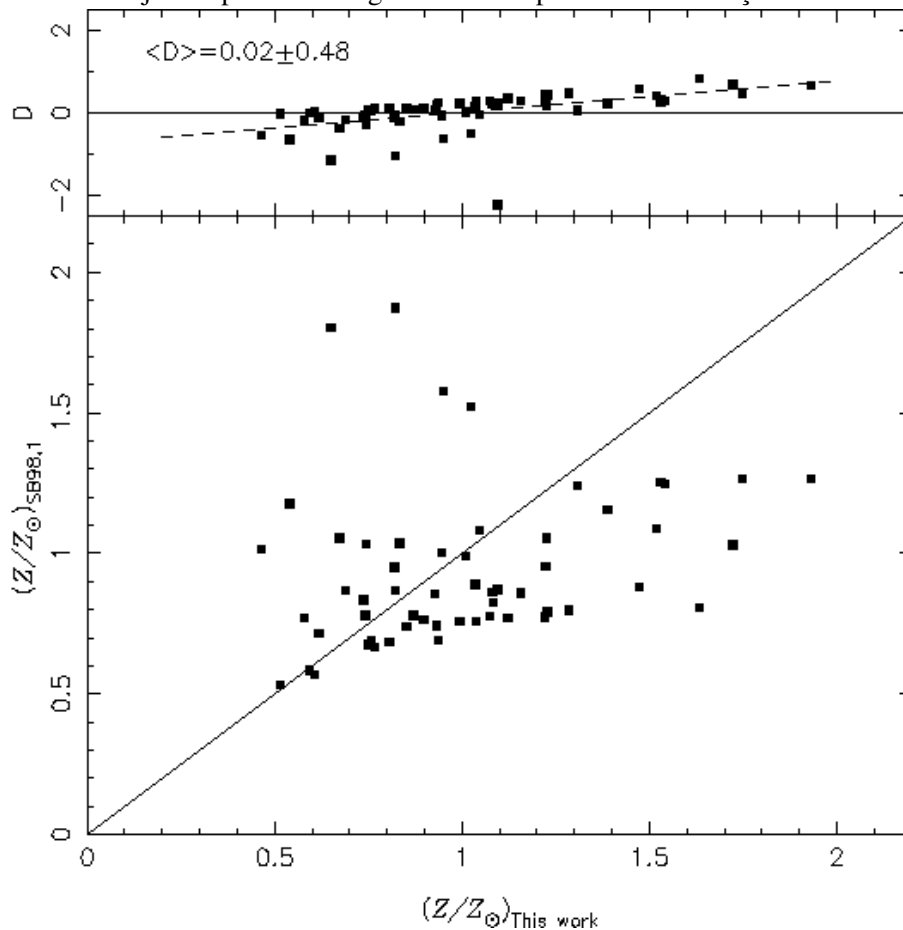
A utilização de indicadores de metalicidade baseados em linhas de emissão fortes envolvendo íons com potencial de ionização semelhante pode minimizar esse efeito. Neste sentido, o índice $N2O2$ tem vantagem em relação à maioria dos outros indicadores de metalicidade, porque os íons envolvidos, N^+ e O^+ , têm potenciais de ionização próximos, ou seja, 29,60 eV e 35,12 eV, respectivamente.

Com o objetivo de comparar a metalicidade estimada pela nossa relação $N2O2 - Z/Z_{\odot}$ com resultados obtidos utilizando outras calibrações, representamos graficamente na Figura 22 (painel inferior) as estimativas de metalicidade para objetos da nossa amostra utilizando nossa calibração (Equação 20) e a proposta por Storchi-Bergmann et al. (1998), dada pela Equação 19. Também na Figura 22 (painel superior) a diferença entre estas estimativas é mostrada. A diferença média entre as duas estimativas é de $\langle D \rangle = 0,02 \pm 0,48$ dex e, com base na regressão linear considerando a diferença entre as estimativas, vemos que a calibração de Storchi-Bergmann et al. (1998) produz valores mais baixos e mais altos para regimes de metalicidade alta e baixa, respectivamente. No entanto, o fato de que a maioria dos objetos estão localizados em torno de $Z/Z_{\odot} = 1$ pode introduzir um desvio nos coeficientes de regressão linear calculados, devido ao baixo número de estimativas nos regimes de metalicidade extremos.

Para investigar a discrepância mostrada na Figura 22, o logaritmo do parâmetro de ionização versus a diferença entre as estimativas é mostrado na Figura 23, onde nenhuma correlação pode ser vista. Portanto, a diferença entre as estimativas de metalicidade baseadas em nossa calibração e as obtidas usando a calibração de Storchi-Bergmann et al. (1998) são provavelmente devido ao uso de diferentes relações $\text{N}/\text{O} - \text{O}/\text{H}$ assumidos nos modelos, a evolução dos parâmetros atômicos, a inclusão de processos físicos nos códigos de fotoionização ou devido a metodologia diferente considerada, uma vez que Storchi-Bergmann et al. (1998) consideraram uma calibração teórica e nós uma semi-empírica.

Analisando a distribuição de metalicidade obtida aplicando nossa relação $N2O2 - Z/Z_{\odot}$ para os objetos em nossa amostra (Figura 24), encontramos que $\sim 55\%$ dos objetos apresentaram metalicidades na faixa de $0,75 \leq Z/Z_{\odot} \leq 1,25$ com um valor médio de $\approx 1,0$, ou seja,

Figura 22 - Painel inferior: Comparação entre Z/Z_{\odot} obtido usando as calibrações propostas em nosso trabalho e a primeira proposta por Storchi-Bergmann et al. (1998) para os objetos em nossa amostra. Painel superior: Diferenças entre as metalicidades estimadas baseadas em nossa calibração e estimadas pela primeira calibração proposta por Storchi-Bergmann et al. (1998). A linha tracejada representa a regressão linear para estas diferenças.



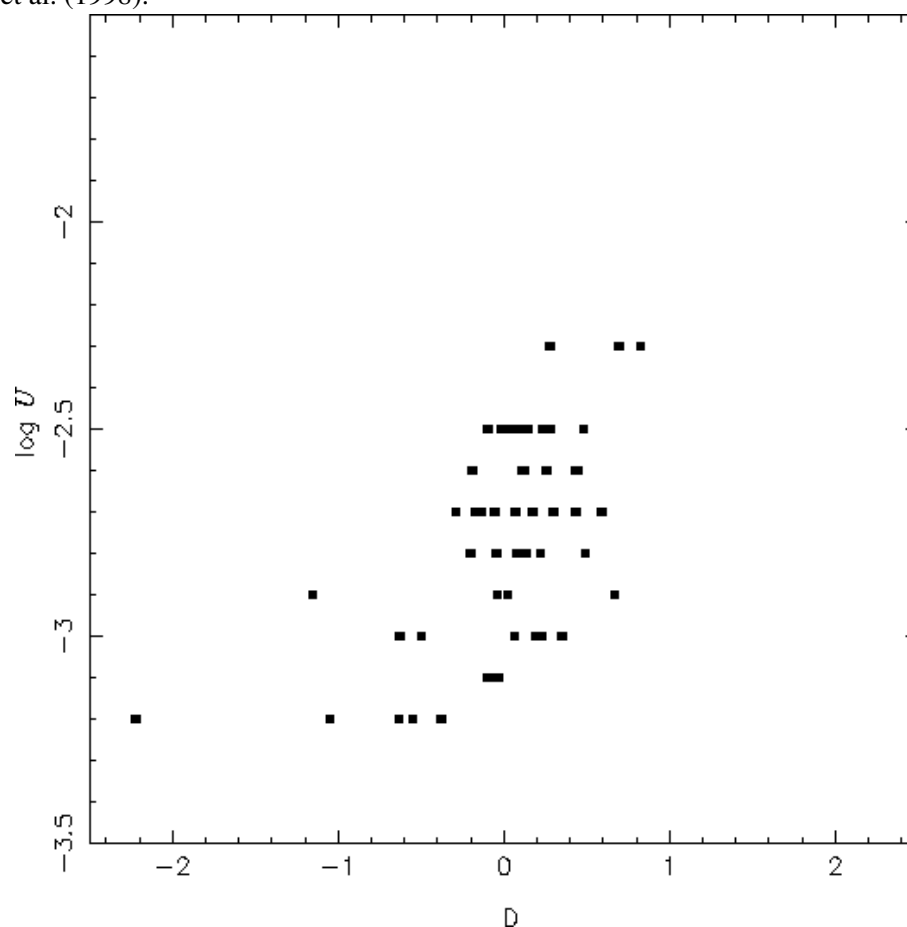
Fonte: Autor

$12 + \log(\text{O}/\text{H}) \approx 8,69$.

O valor médio considerando toda a amostra é $\langle Z/Z_{\odot} \rangle = 1,03(\pm 0,38)$, que corresponde a $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8,70(\pm 0,13)$. Estudando uma ampla amostra de regiões de formação estelar, Pilyugin et al. (2006), Pilyugin et al. (2007) encontraram, utilizando o método-P (PILYUGIN, 2000; PILYUGIN, 2001), que parece existir um máximo valor de abundância do oxigênio de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8,87$ ($Z/Z_{\odot} \sim 1,50$) para estes tipos de regiões. A maioria dos objetos em nossa amostra apresenta valores de metalicidades inferiores a esse valor máximo encontrado.

Encontrou-se apenas quatro objetos (NGC 3393, Mrk 744, Mrk 533 e IC 1816) com metalicidade maior do que o máximo estimado por Pilyugin (2000), Pilyugin (2001). Dors et al. (2015) também calcularam a abundância química de oxigênio para uma ampla amostra de galáxias com núcleo Sy2 e núcleo de formação estelar. Estes autores encontraram que a maioria dos objetos apresentam metalicidades na faixa de $0,6 \leq Z/Z_{\odot} \leq 2,0$, com alguns objetos mostrando valores mais elevados. Este é um resultado semelhante ao derivado nesse trabalho.

Figura 23 - Logarítmo do parâmetro de ionização (U) versus a diferença entre as estimativas de metalicidade derivadas da nossa calibração e da primeira calibração proposta por Storchi-Bergmann et al. (1998).



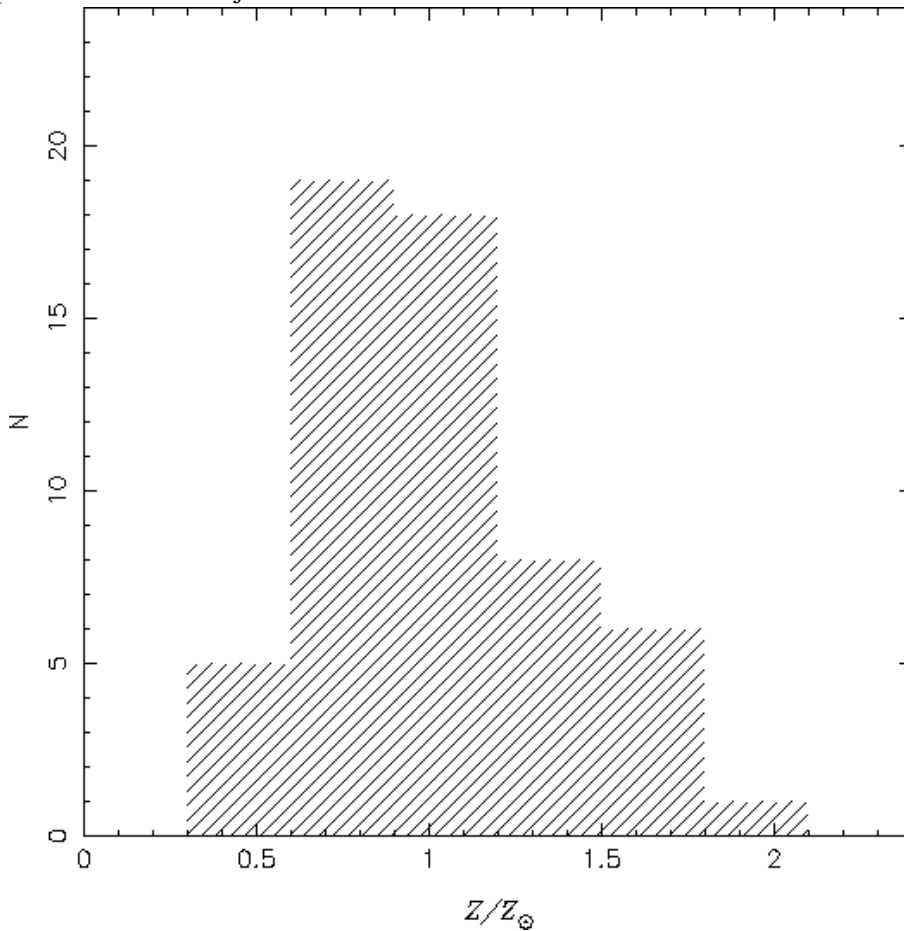
Fonte: Autor

Finalmente, investigou-se se a metalicidade de AGNs está correlacionada ou não com outros parâmetros. Em primeiro lugar, foi analisada a correlação entre a luminosidade e a metalicidade para a nossa amostra de objetos. É bem conhecida a existência de uma forte correlação entre massa (luminosidade) e metalicidade em galáxias elípticas e bojos de espirais de galáxias normais (FABER, 1973; ZARITSKY et al., 1994; LEQUEUX et al., 1979; SKILLMAN et al., 1989; GARNETT, 2002; PILYUGIN et al., 2006), no sentido que os objetos mais metálicos exibem os valores mais altos de massa (ou luminosidade).

Esta relação é entendida como a ação de ventos galácticos, nos quais objetos massivos retêm o gás enriquecido por explosões de supernovas de forma mais efetiva que os menos massivos. Desta forma, o gás enriquecido por metais permanece no centro de galáxias mais massivas e é ejetado nas menos massivas. No entanto, ainda é pouco conhecido se uma relação semelhante é seguida por AGNs. De fato, Dors et al. (2014) e Nagao et al. (2006) encontraram um ligeiro aumento de metalicidade com a luminosidade calculada a partir da linha He II λ 1640 para uma ampla amostra de Seyferts, Quasares e rádio-galáxias (HAMANN; FERLAND, 1993; HAMANN; FERLAND, 1999).

A fim de verificar se uma relação semelhante é obtida através de nossas estimativas,

Figura 24 - Histograma contendo os valores de metalicidade derivados da calibração entre $N2O2 - Z/Z_{\odot}$ para a amostra de objetos listados na Tabela 2



Fonte: Autor

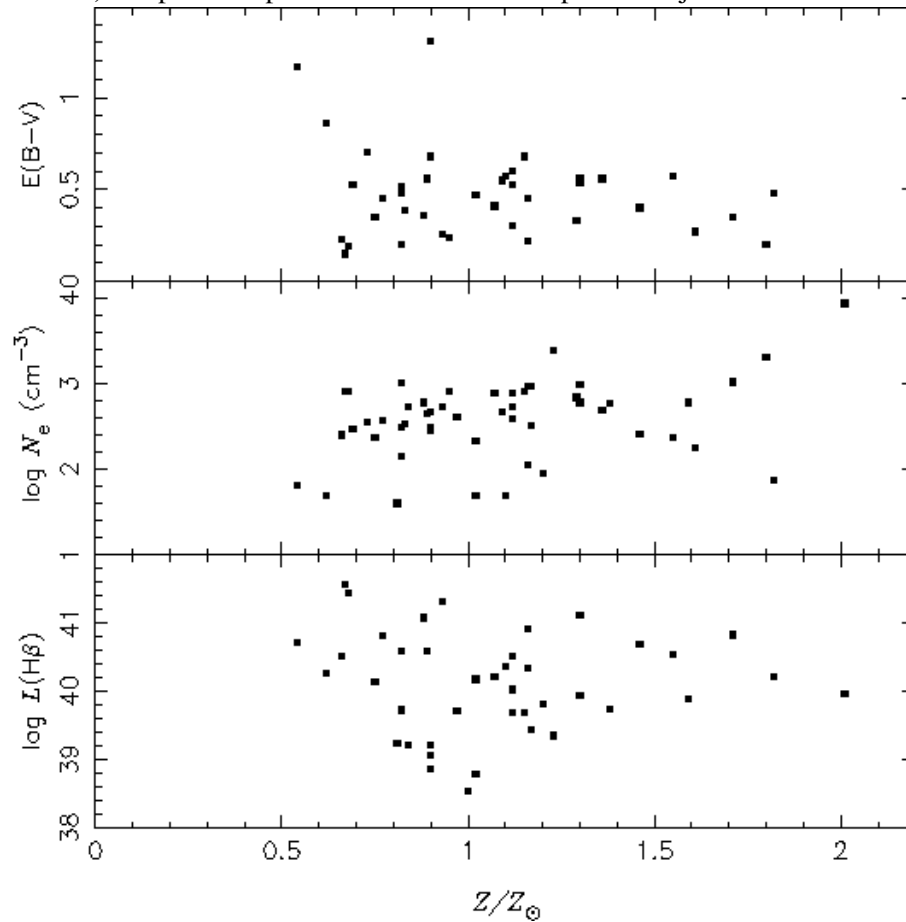
foi calculada a luminosidade dos objetos de nossa amostra utilizando os valores do fluxo de $H\beta$ publicados, valores de redshift z obtidos no NED (<https://ned.ipac.caltech.edu>) e assumindo os parâmetros cosmológicos $H_0 = 71 \text{ Km.s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0,270$ e $\Omega_{vac} = 0,730$ (Wright 2006). Estes valores estão listados na coluna 5 da Tabela 2. Como pode-se ver na Figura 25 (painel inferior), há uma grande dispersão em $L(H\beta)$ para cada valor de Z/Z_{\odot} , portanto, nenhuma correlação foi encontrada.

Também investigou-se o comportamento da metalicidade com a densidade eletrônica (Figura 25 painel intermediário) e com a abundância de poeira presente no AGN (Figura 25 painel superior), traçada pelo excesso de cor $E(B - V)$. Em particular, a existência de correlações entre estes parâmetros são importantes na construção de modelos de disco de acreção em torno de buracos negros (COLLIN; HURÉ, 1999; COLLIN; ZAHN, 1999).

Os valores de densidade eletrônica (listados na coluna 6 da Tabela 2) foram estimados a partir das intensidades de linhas de emissão $[S II]\lambda\lambda 6716, 6731$ publicadas e utilizando sua relação com a densidade eletrônica dada por Dors et al. (2016). Como no caso anterior, não foi possível encontrar qualquer correlação entre esses parâmetros.

Embora a maior parte das informações acerca de AGNs estejam relacionadas aos

Figura 25 - $\log[L(\text{H}\beta)]$, $\log[N_e]$ e $E(B-V)$ versus Z/Z_\odot (painel inferior, intermediário e superior, respectivamente). Os pontos representam as estimativas para os objetos listados na Tabela 2



Fonte: Autor

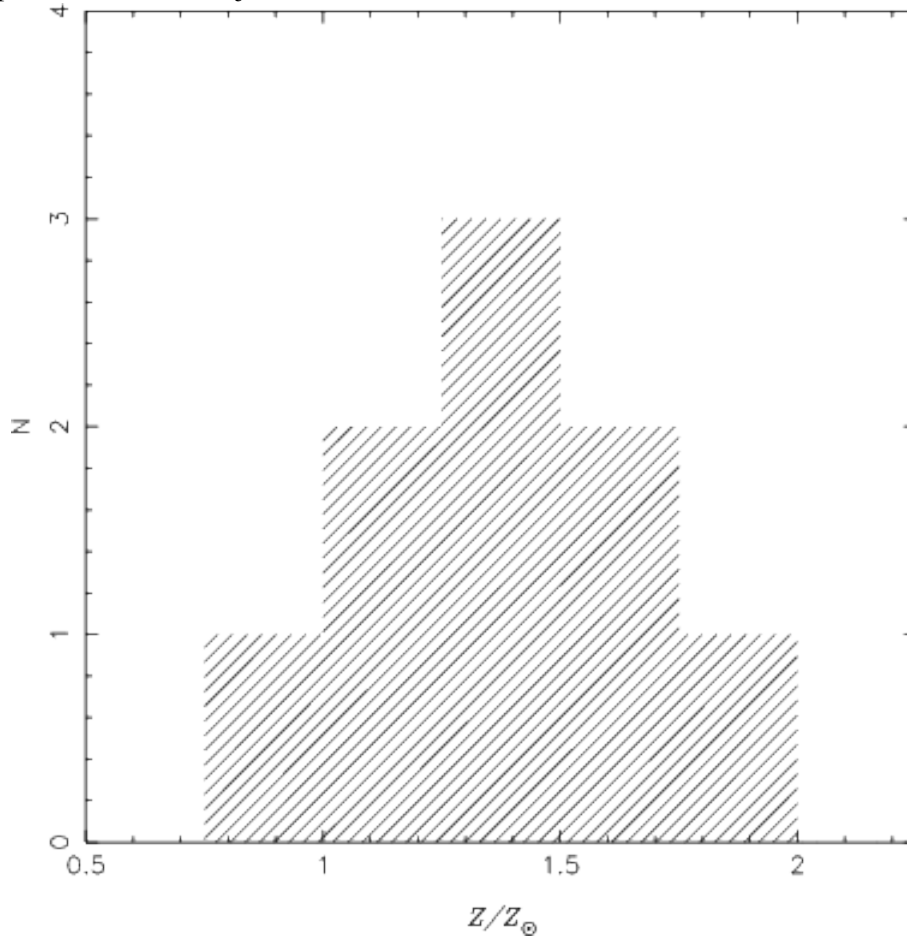
comprimentos de onda do ótico, há também a possibilidade de obter-se dados em comprimentos de onda do ultravioleta, pois estes objetos exibem linhas de emissão brilhantes nessa região, e assim, pode-se investigar a metalicidade do gás mesmo em objetos a altos *redshifts* (NAGAO et al., 2006; DORS et al., 2014).

O histograma apresentado pela Figura 26 mostra a distribuição de metalicidade em função da relação $C43 - Z/Z_\odot$ para os objetos da nossa amostra. Pode-se ver que dos nove objetos da amostra, sete apresentam metalicidade na faixa de $1,00 \leq Z/Z_\odot \leq 1,75$, ou seja, $\sim 78\%$, sendo que o valor médio é $\approx 1,40$, ou $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \approx 8,83$. Já o valor médio considerando toda a amostra é $\langle Z/Z_\odot \rangle = 1,38(\pm 0,08)$ que corresponde a $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8,82(\pm 0,01)$.

Assim, como foi estabelecido para a região do ótico, também, buscou-se verificar se a metalicidade de AGNs está correlacionada ou não com outros parâmetros. Foi possível estabelecer apenas a relação com os valores obtidos da luminosidade ($L(\text{He II})$) destes objetos. Estes valores de luminosidade foram obtidos da seguinte forma:

- 1) Inicialmente, obteve-se o valor do redshift de cada objeto utilizando a Tabela do artigo de Dors et al. (2014).
- 2) Com os valores de redshift, para cada objeto, obteve-se a distância (em Mpc) utilizando a

Figura 26 - Histograma contendo os valores de metalicidade derivados da calibração entre $C43 - Z/Z_{\odot}$ para a amostra de objetos listados na Tabela 3



Fonte: Autor

homepage www.astro.ucla.edu/wright/CosmoCalc.html, assumindo os parâmetros cosmológicos $H_0 = 71 \text{ Km.s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0,27$ e $\Omega_{vac} = 0,73$ (WRIGHT, 2006).

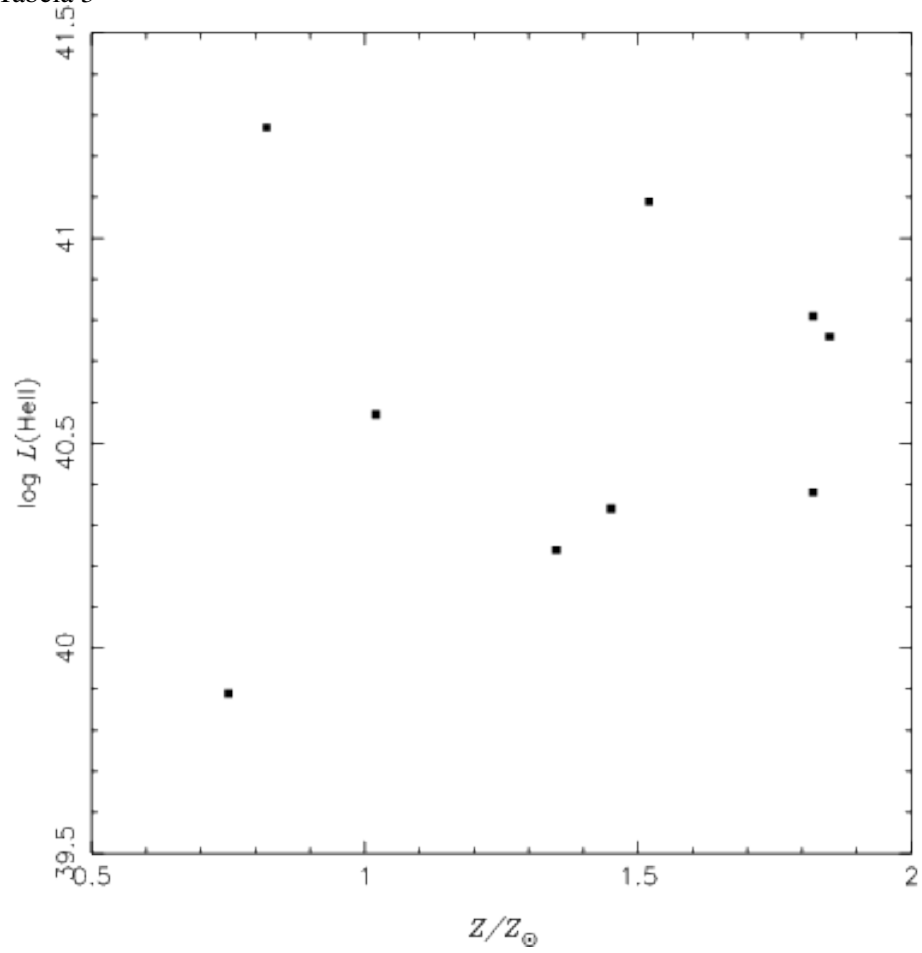
- 3) Finalmente, a luminosidade para cada objeto foi obtida utilizando os fluxos (F) de He II listados na Tabela ... de Dors et al. (2014), a distância (d) obtida conforme descrita acima e $F = \frac{L}{4\pi(d^2)}$.

Os valores de $\log L(\text{HeII})_{\text{erg/s}}$ estão listados na coluna 5 da Tabela.

Na Figura 27, os valores de $\log L(\text{HeII})$ versus Z/Z_{\odot} da amostra de objetos são mostrados. Assim como na região do ótico, também não encontramos qualquer correlação entre os valores de $L(\text{HeII})$ e a metalicidade, portanto não havendo nenhuma correlação entre esses parâmetros.

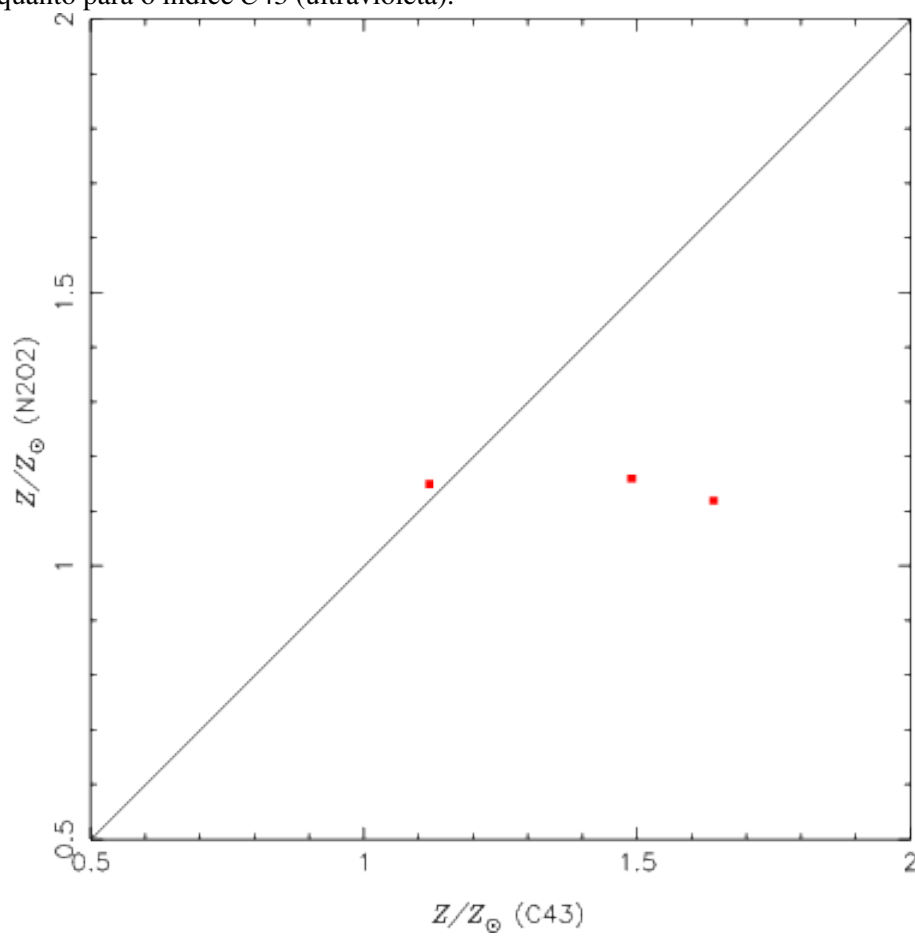
Finalmente, na Figura 28, comparou-se os valores de metalicidade obtidos com os índices $N2O2$ e $C43$. Infelizmente, isso foi possível somente para três objetos (NGC 5506, Mrk 3 e Mrk 573). Pode-se ver que, a princípio, o índice $C43$ fornece valores mais elevados de metalicidade que os obtidos utilizando $N2O2$. Entretanto, mais dados de AGNs no ótico e no UV são obviamente necessários para obter qualquer conclusão.

Figura 27 - $\log[L(\text{HeII})]$ versus Z/Z_{\odot} . Os pontos representam as estimativas para os objetos listados na Tabela 3



Fonte: Autor

Figura 28 - Comparação entre Z/Z_{\odot} obtido usando as calibrações propostas em nosso trabalho para três galáxias que apresentaram valores de metalicidade obtidas tanto para o índice $N202$ (ótico) quanto para o índice $C43$ (ultravioleta).



Fonte: Autor

9 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

A proposta foi estimar dois indicadores de metalicidade para AGNs tipo Seyfert 2 baseado nas razões de intensidades de linhas de emissão estreitas

$$N2O2 = \log ([\text{N II}]\lambda 6584 / [\text{O II}]\lambda 3727) \text{ (óptico) e}$$

$$C43 = \log [(CIV\lambda 1549 + CIII\lambda 1909) / \text{He II}\lambda 1640] \text{ (ultravioleta).}$$

Para obter estas calibrações, inicialmente, compilamos da literatura intensidades de linhas de emissão estreitas de uma amostra de 58 galáxias Sy2, utilizando um diagrama $\log([\text{O III}]\lambda 5007 / [\text{O II}]\lambda 3727)$ versus $N2O2$ para a região do óptico e de uma amostra de 09 galáxias estudadas por um diagrama $\log(CIII\lambda 1909 / CIV\lambda 1549)$ versus $C43$ para a região do ultravioleta.

Em ambos os casos, os valores observacionais foram comparados com resultados de uma grade de modelos de fotoionização obtidos com o código CLOUDY. Desta forma, utilizamos o valor de metalicidade obtido e o valor observado de $N2O2$ e $C43$, para obter uma função polinomial entre esses parâmetros, respectivamente.

Usando a primeira calibração (óptico) apresentada neste trabalho, encontrou-se que galáxias Sy2 exibem uma larga faixa de metalicidade ($0,3 \leq Z/Z_{\odot} \leq 2,0$), com valor médio de $Z \approx Z_{\odot}$. Da mesma forma, nenhuma correlação foi obtida entre metalicidade e outros parâmetros de AGNs, isto é, luminosidade $L(\text{H}\beta)$, densidade eletrônica e excesso de cor $E(B - V)$.

Da segunda calibração (ultravioleta) apresentada, encontrou-se que a amostra de galáxias Sy2 estudadas exibem uma faixa de metalicidade de $0,7 \leq Z/Z_{\odot} \leq 1,8$, com valor médio de $Z \approx 1,4Z_{\odot}$. Quando os valores de metalicidade foram confrontados com os valores de luminosidade $L(\text{He II})$, assim como no caso do óptico, não apresentaram nenhuma correlação.

REFERÊNCIAS

- ALLOIN, D. et al. Nitrogen and oxygen abundances in galaxies. **A&A**, v. 78, p. 200–216, set. 1979. 40
- ANTONUCCI, R. Unified models for active galactic nuclei and quasars. **ARA&A**, v. 31, p. 473–521, 1993. 35
- ASARI, N. V. et al. Bond: Bayesian oxygen and nitrogen abundance determinations in giant h ii regions using strong and semistrong lines. **MNRAS**, v. 460, p. 1739–1757, ago. 2016. 41
- BALDWIN, J. A. et al. Chemical abundances in broad emission line regions: The “nitrogen-loud” quasi-stellar object q0353-383. **ApJ**, v. 583, p. 649–658, fev. 2003. 41
- BALDWIN, J. A.; PHILLIPS, M. M.; TERLEVICH, R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. **PASP**, v. 93, p. 5–19, fev. 1981. 16, 32
- BATRA, N. D.; BALDWIN, J. A. The metallicities of the broad emission line regions in the nitrogen-loudest quasars. **MNRAS**, v. 439, p. 771–787, mar. 2014. 41
- CASTRO, C. S. et al. New metallicity calibration for seyfert 2 galaxies based on the n2o2 index. **MNRAS**, v. 467, p. 1507–1514, maio 2017. 40
- COLLIN, S.; HURÉ, J.-M. Influence of the metallicity and of the irradiation on the structure of accretion disks around massive black holes. **A&A**, v. 341, p. 385–398, jan. 1999. 59
- COLLIN, S.; ZAHN, J.-P. Star formation and evolution in accretion disks around massive black holes. **A&A**, v. 344, p. 433–449, abr. 1999. 59
- CONTINI, M. Evidence of merging in the seyfert galaxy ngc 3393, revealed by modelling the spectra. **MNRAS**, v. 425, p. 1205–1214, set. 2012. 40
- COUSIN, M. et al. Metal enrichment in a semi-analytical model, fundamental scaling relations, and the case of milky way galaxies. **A&A**, v. 589, p. A109, maio 2016. 40, 55
- DAVIDSON, K. On photoionization analyses of emission spectra of quasars. **ApJ**, v. 218, p. 20–32, nov. 1977. 27
- DHANDA, N. et al. Quasars with super-metal-rich emission-line regions. **ApJ**, v. 658, p. 804–814, abr. 2007. 41
- DIAZ, A. I. Functional and physical parameters of hii galaxies. **Ap&SS**, v. 263, p. 143–146, jun. 1998. 9, 26
- DIAZ, A. I.; PRIETO, M. A.; WAMSTEKER, W. The optical and uv spectrum of the seyfert type 2 galaxy ngc 3393. **A&A**, v. 195, p. 53–59, abr. 1988. 24
- DOPITA, M. et al. The wide field spectrograph (wifes). **Ap&SS**, v. 310, p. 255–268, ago. 2007. 22, 23
- DOPITA, M. A. Photoionising shocks in snrs and agn. **Ap&SS**, v. 233, p. 215–230, nov. 1995. 24
- DOPITA, M. A. et al. Supernova remnants, planetary nebulae and the distance to ngc 4214.

Ap&SS, v. 330, p. 123–131, nov. 2010. 22, 23

DOPITA, M. A.; EVANS, I. N. Theoretical models for h ii regions. ii - the extragalactic h ii region abundance sequence. **ApJ**, v. 307, p. 431–440, ago. 1986. 32

DOPITA, M. A. et al. A theoretical recalibration of the extragalactic h ii region sequence. **ApJ**, v. 542, p. 224–234, out. 2000. 27, 31, 45

_____. Probing the physics of narrow line regions in active galaxies. ii. the siding spring southern seyfert spectroscopic snapshot survey (s7). **ApJS**, v. 217, p. 12, mar. 2015. 9, 21, 23, 24, 25, 48

DORS JR., O. L. et al. New quantitative nitrogen abundance estimations in a sample of seyfert 2 active galactic nuclei. **MNRAS**, v. 468, p. L113–L117, jun. 2017. 9, 31, 45

DORS JR., O. L.; COPETTI, M. V. F. Determination of temperature of the ionizing stars of h ii regions. **A&A**, v. 404, p. 969–974, jun. 2003. 31

_____. Abundance gradients in a sample of barred spiral galaxies. **A&A**, v. 437, p. 837–847, jul. 2005. 39, 41, 55

DORS JR., O. L. et al. Analysing derived metallicities and ionization parameters from model-based determinations in ionized gaseous nebulae. **MNRAS**, v. 415, p. 3616–3626, ago. 2011. 32, 38

_____. X-rays as the dominant excitation mechanism of [fe ii] and h₂ emission lines in active galaxies. **MNRAS**, v. 422, p. 252–260, maio 2012. 26, 27

DORS, O. L. et al. Metallicity evolution of agns from uv emission lines based on a new index. **MNRAS**, v. 443, p. 1291–1300, set. 2014. 18, 19, 21, 24, 27, 40, 41, 42, 44, 45, 49, 51, 52, 55, 58, 59, 60

_____. On the central abundances of active galactic nuclei and star-forming galaxies. **MNRAS**, v. 453, p. 4102–4111, nov. 2015. 9, 21, 24, 25, 40, 41, 45, 48, 49, 55, 57

_____. Optical and mid-infrared neon abundance determinations in star-forming regions. **MNRAS**, v. 432, p. 2512–2528, jul. 2013. 24, 31

_____. Sulphur abundance determinations in star-forming regions - i. ionization correction factor. **MNRAS**, v. 456, p. 4407–4424, mar. 2016. 59

DU, P. et al. Outflows from active galactic nuclei: the blr-nlr metallicity correlation. **MNRAS**, v. 438, p. 2828–2838, mar. 2014. 41

EDMUNDS, M. G.; PAGEL, B. E. J. On the composition of h ii regions in southern galaxies. iii - ngc 2997 and 7793. **MNRAS**, v. 211, p. 507–519, dez. 1984. 31, 39, 41

FABER, S. M. Tidal origin of elliptical galaxies of high surface brightness. **ApJ**, v. 179, p. 423–426, jan. 1973. 57

FELTRE, A.; CHARLOT, S.; GUTKIN, J. Nuclear activity versus star formation: emission-line diagnostics at ultraviolet and optical wavelengths. **MNRAS**, v. 456, p. 3354–3374, mar. 2016. 9, 25, 26, 41

- FERGUSON, J. W. et al. Locally optimally emitting clouds and the narrow emission lines in seyfert galaxies. **ApJ**, v. 487, p. 122–141, set. 1997. 27
- FERLAND, G. J. et al. High metal enrichments in luminous quasars. **ApJ**, v. 461, p. 683, abr. 1996. 41
- _____. The 2013 release of cloudy. **RMXAA**, v. 49, p. 137–163, abr. 2013. 26
- FERNANDES, R. C. et al. The star formation histories of galaxies: A tour through the starlight-sdss database. In: **Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series**. [S.l.: s.n.], 2009. (Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series, v. 35), p. 127–132. 33
- FILIPPENKO, A. V. et al. Active galactic nuclei: Starbursts versus black holes. In: Beckman, J.; Colina, L.; Netzer, H. (Ed.). **The Nearest Active Galaxies**. [S.l.: s.n.], 1993. p. 257. 36
- FRENCH, H. B. Galaxies with the spectra of giant h ii regions. **ApJ**, v. 240, p. 41–59, ago. 1980. 36
- FU, J. et al. Star formation and metallicity gradients in semi-analytic models of disc galaxy formation. **MNRAS**, v. 434, p. 1531–1548, set. 2013. 40, 55
- GARNETT, D. R. The luminosity-metallicity relation, effective yields, and metal loss in spiral and irregular galaxies. **ApJ**, v. 581, p. 1019–1031, dez. 2002. 57
- GREVESSE, N. Abundances of heavy elements in the sun. **Sol. Phys.**, v. 6, p. 381–398, mar. 1969. 30
- GROVES, B. A.; HECKMAN, T. M.; KAUFFMANN, G. Emission-line diagnostics of low-metallicity active galactic nuclei. **MNRAS**, v. 371, p. 1559–1569, out. 2006. 45
- GUNN, J. E. et al. The 2.5 m telescope of the sloan digital sky survey. **AJ**, v. 131, p. 2332–2359, abr. 2006. 21, 22
- GUSEV, A. S. et al. Oxygen and nitrogen abundances of h ii regions in six spiral galaxies. **MNRAS**, v. 424, p. 1930–1940, ago. 2012. 55
- HAMANN, F.; FERLAND, G. The age and chemical evolution of high-redshift qos. **ApJ**, v. 391, p. L53–L57, jun. 1992. 41
- _____. The chemical evolution of qos and the implications for cosmology and galaxy formation. **ApJ**, v. 418, p. 11, nov. 1993. 41, 58
- _____. Elemental abundances in quasistellar objects: Star formation and galactic nuclear evolution at high redshifts. **ARA&A**, v. 37, p. 487–531, 1999. 58
- HAMANN, F. et al. Metallicities and abundance ratios from quasar broad emission lines. **ApJ**, v. 564, p. 592–603, jan. 2002. 41
- JONES, M. H.; LAMBOURNE, R. J. A. **An Introduction to Galaxies and Cosmology**. [S.l.: s.n.], 2004. 17
- KAUFFMANN, G. et al. The host galaxies of active galactic nuclei. **MNRAS**, v. 346, p.

1055–1077, dez. 2003. 9, 32, 34

KEEL, W. C. Inclination effects on the recognition of seyfert galaxies. **AJ**, v. 85, p. 198–203, mar. 1980. 35

KEWLEY, L. J.; DOPITA, M. A. Using strong lines to estimate abundances in extragalactic h ii regions and starburst galaxies. **ApJS**, v. 142, p. 35–52, set. 2002. 31, 41, 45

KEWLEY, L. J. et al. Theoretical modeling of starburst galaxies. **ApJ**, v. 556, p. 121–140, jul. 2001. 9, 24, 25, 30, 32, 34

KEWLEY, L. J.; ELLISON, S. L. Metallicity calibrations and the mass-metallicity relation for star-forming galaxies. **ApJ**, v. 681, p. 1183–1204, jul. 2008. 45

KEWLEY, L. J. et al. The host galaxies and classification of active galactic nuclei. **MNRAS**, v. 372, p. 961–976, nov. 2006. 9, 33

KHACHIKIAN, E. Y.; WEEDMAN, D. W. An atlas of seyfert galaxies. **ApJ**, v. 192, p. 581–589, set. 1974. 36, 37

KOBULNICKY, H. A.; KENNICUTT JR., R. C.; PIZAGNO, J. L. On measuring nebular chemical abundances in distant galaxies using global emission-line spectra. **ApJ**, v. 514, p. 544–557, abr. 1999. 32

KONDO, Y.; BOGGESS, A.; MARAN, S. P. Astrophysical contributions of the international ultraviolet explorer. **ARA&A**, v. 27, p. 397–420, 1989. 23, 24

KRAEMER, S. B. et al. Iue spectra and photoionization models of the seyfert 2 glaxies ngc 7674 and i zw 92. **ApJ**, v. 435, p. 171–180, nov. 1994. 9, 24, 26

KROLIK, J. H. Book review: Active galactic nuclei : from the central black hole to the galactic environment / princeton u press, 1999. **The Observatory**, v. 119, p. 306, out. 1999. 30

LAWRENCE, A. Asymmetric balmer line profiles in seyfert galaxies. , v. 295, p. 509, fev. 1982. 35

LEQUEUX, J. et al. Chemical composition and evolution of irregular and blue compact galaxies. **A&A**, v. 80, p. 155–166, dez. 1979. 57

LINSKY, J. L. Uv astronomy throughout the ages: a historical perspective. **Ap&SS**, v. 363, p. 101, maio 2018. 23

LÓPEZ-SÁNCHEZ, A. R.; ESTEBAN, C. Massive star formation in wolf-rayet galaxies. iv. colours, chemical-composition analysis and metallicity-luminosity relations. **A&A**, v. 517, p. A85, jul. 2010. 19, 41

MATHEWS, W. G. Radiative acceleration of gas clouds near quasi-stellar objects and seyfert galaxy nuclei. **ApJ**, v. 189, p. 23–32, abr. 1974. 27

MATSUOKA, K. et al. Chemical evolution of high-redshift radio galaxies. **A&A**, v. 503, p. 721–730, set. 2009. 27, 40, 55

MCGAUGH, S. S. H ii region abundances - model oxygen line ratios. **ApJ**, v. 380, p. 140–150,

out. 1991. 32, 39

MILLER, B. P. et al. X-ray emission from optically selected radio-intermediate and radio-loud quasars. **ApJ**, v. 726, p. 20, jan. 2011. 27

MOLLÁ, M.; DÍAZ, A. I. A grid of chemical evolution models as a tool to interpret spiral and irregular galaxies data. **MNRAS**, v. 358, p. 521–543, abr. 2005. 40, 55

NAGAO, T.; MAIOLINO, R.; MARCONI, A. Gas metallicity diagnostics in star-forming galaxies. **A&A**, v. 459, p. 85–101, nov. 2006. 21, 24, 27, 40, 51, 55, 58, 59

OSTERBROCK, D. E. Planetary nebulae and seyfert galaxies - similarities and differences. In: Flower, D. R. (Ed.). **Planetary Nebulae**. [S.l.: s.n.], 1983. (IAU Symposium, v. 103), p. 473–484. 36

_____. Book review: Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei (2nd edition) / university science books, 2005. **Mercury**, v. 35, n. 1, p. 40, jan. 2006. 39, 40

PAGEL, B. E. J. et al. On the composition of h ii regions in southern galaxies. i - ngc 300 and 1365. **MNRAS**, v. 189, p. 95–113, out. 1979. 39, 41, 55

PEIMBERT, M.; COSTERO, R. Chemical abundances in galactic hii regions. **Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya**, v. 5, p. 3–22, maio 1969. 38

PEREZ-MONTERO, E.; DIAZ, A. I. VizieR online data catalog: Oxygen abundances of hii regions (perez-montero+, 2005). **VizieR Online Data Catalog**, v. 736, ago. 2005. 31

PÉREZ-MONTERO, E.; VÍLCHEZ, J. M. On the hardening of the ionizing radiation in hii regions across galactic discs through softness parameters. **MNRAS**, v. 400, p. 1721–1725, dez. 2009. 45

PETERSON, B. M. **An Introduction to Active Galactic Nuclei**. [S.l.: s.n.], 1997. 17, 36

PETTINI, M.; PAGEL, B. E. J. [oiii]/[nii] as an abundance indicator at high redshift. **MNRAS**, v. 348, p. L59–L63, mar. 2004. 32

PILKINGTON, K. et al. Metallicity gradients in disks. do galaxies form inside-out? **A&A**, v. 540, p. A56, abr. 2012. 40, 55

PILYUGIN, L. S. On the oxygen abundance determination in h bt ii regions. the problem of the line intensities - oxygen abundance calibration. **A&A**, v. 362, p. 325–332, out. 2000. 41, 56, 57

_____. On the oxygen abundance determination in hii regions. high-metallicity regions. **A&A**, v. 369, p. 594–604, abr. 2001. 41, 56, 57

_____. Abundance determinations in h ii regions. model fitting versus t_e -method. **A&A**, v. 399, p. 1003–1007, mar. 2003. 40

PILYUGIN, L. S.; GREBEL, E. K. New calibrations for abundance determinations in h ii regions. **MNRAS**, v. 457, p. 3678–3692, abr. 2016. 41

PILYUGIN, L. S.; THUAN, T. X.; VÍLCHEZ, J. M. Oxygen abundances in the most oxygen-rich spiral galaxies. **MNRAS**, v. 367, p. 1139–1146, abr. 2006. 56, 57

- _____. On the maximum value of the cosmic abundance of oxygen and the oxygen yield. **MNRAS**, v. 376, p. 353–360, mar. 2007. 55, 56
- PILYUGIN, L. S.; VÍLCHEZ, J. M.; CONTINI, T. Oxygen and nitrogen abundances in nearby galaxies. correlations between oxygen abundance and macroscopic properties. **A&A**, v. 425, p. 849–869, out. 2004. 55
- PRIETO, C. A.; LAMBERT, D. L.; ASPLUND, M. The forbidden abundance of oxygen in the sun. **ApJ**, v. 556, p. L63–L66, jul. 2001. 30
- PRIETO, M. A.; MARCO, O.; GALLIMORE, J. Morphology of the coronal-line region in active galactic nuclei*. **MNRAS**, v. 364, p. L28–L32, nov. 2005. 40
- RICHARDSON, C. T. et al. Interpreting the ionization sequence in agn emission-line spectra. **MNRAS**, v. 437, p. 2376–2403, jan. 2014. 41
- ROWAN, D. J. Nuclear forces in a kerr-newman background space. **Journal of Physics A Mathematical General**, v. 10, p. 1105–1109, jul. 1977. 35
- SHIELDS, G. A. The abundance of nitrogen in qos. **ApJ**, v. 204, p. 330–336, mar. 1976. 27
- SHUDER, J. M.; OSTERBROCK, D. E. Empirical results from a study of active galactic nuclei. **ApJ**, v. 250, p. 55–65, nov. 1981. 49
- SKILLMAN, E. D.; KENNICUTT, R. C.; HODGE, P. W. Oxygen abundances in nearby dwarf irregular galaxies. **ApJ**, v. 347, p. 875–882, dez. 1989. 57
- STASIŃSKA, G. [ar iii]/[o iii] and [s iii]/[o iii]: well-behaved oxygen abundance indicators for hii regions and star forming galaxies. **A&A**, v. 454, p. L127–L130, ago. 2006. 9, 28, 33, 41
- STORCHI-BERGMANN, T.; CALZETTI, D.; KINNEY, A. L. Ultraviolet to near-infrared spectral distributions of star-forming galaxies: Metallicity and age effects. **ApJ**, v. 429, p. 572–581, jul. 1994. 40, 45
- STORCHI-BERGMANN, T. et al. Chemical abundance calibrations for the narrow-line region of active galaxies. **AJ**, v. 115, p. 909–914, mar. 1998. 10, 11, 19, 24, 41, 42, 43, 45, 46, 49, 55, 56, 57, 58
- THOMAS, A. D. et al. Probing the physics of narrow-line regions in active galaxies. iv. full data release of the siding spring southern seyfert spectroscopic snapshot survey (s7). **ApJS**, v. 232, p. 11, set. 2017. 22
- TRAN, H. D. Unification model of seyfert galaxies: Are all seyfert 2 galaxies created equal? In: COLLIN, S.; COMBES, F.; SHLOSMA, I. (Ed.). **Active Galactic Nuclei: From Central Engine to Host Galaxy**. [S.l.: s.n.], 2002. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 290), p. 31. 37
- ULRICH, M. H. et al. Detailed observations of ngc 4151 with iue. iii - variability of the strong emission lines from 1978 february to 1980 may. **MNRAS**, v. 206, p. 221–237, jan. 1984. 23
- URRY, C. M.; PADOVANI, P. Unified schemes for radio-loud active galactic nuclei. **PASP**, v. 107, p. 803, set. 1995. 35, 36

- VEILLEUX, S.; OSTERBROCK, D. E. Spectral classification of emission-line galaxies. In: Lonsdale Persson, C. J. (Ed.). **NASA Conference Publication**. [S.l.: s.n.], 1987. (NASA Conference Publication, v. 2466). 17, 32
- VIEGAS, S. M.; PRIETO, M. A. Probing photoionization models in two well-studied extended emission-line regions - centaurus a and 3c 227. **MNRAS**, v. 258, p. 483–490, out. 1992. 30
- VILA-COSTAS, M. B.; EDMUNDS, M. G. The relation between abundance gradients and the physical properties of spiral galaxies. **MNRAS**, v. 259, p. 121–145, nov. 1992. 55
- WANG, J.-M. et al. Star formation in self-gravitating disks in active galactic nuclei. i. metallicity gradients in broad-line regions. **ApJ**, v. 739, p. 3, set. 2011. 41
- WORTHEY, G. Comprehensive stellar population models and the disentanglement of age and metallicity effects. **ApJS**, v. 95, p. 107–149, nov. 1994. 28
- WRIGHT, E. L. A cosmology calculator for the world wide web. **PASP**, v. 118, p. 1711–1715, dez. 2006. 60
- YORK, D. G. et al. The sloan digital sky survey: Technical summary. **AJ**, v. 120, p. 1579–1587, set. 2000. 21, 22
- ZAMORANI, G. et al. X-ray studies of quasars with the einstein observatory. ii. **ApJ**, v. 245, p. 357–374, abr. 1981. 27
- ZARITSKY, D.; KENNICUTT JR., R. C.; HUCHRA, J. P. H ii regions and the abundance properties of spiral galaxies. **ApJ**, v. 420, p. 87–109, jan. 1994. 39, 55, 57
- ZEE, L. van et al. Spectroscopy of outlying h ii regions in spiral galaxies: Abundances and radial gradients. **AJ**, v. 116, p. 2805–2833, dez. 1998. 55
- ZHANG, Z. T.; LIANG, Y. C.; HAMMER, F. Modelling the narrow-line regions of active galaxies in the sloan digital sky survey - i. sample selection and physical conditions. **MNRAS**, v. 430, p. 2605–2621, abr. 2013. 40

11 Artigo

New metallicity calibration for Seyfert 2 galaxies based on the N2O2 index Castro, C. S.; Dors, O. L.; Cardaci, M. V.; Hägele, G. F. 2017MNRAS.467.1507C

New metallicity calibration for Seyfert 2 galaxies based on the $N2O2$ index

C. S. Castro,¹ O. L. Dors,^{1★} M. V. Cardaci^{2,3★} and G. F. Hägele^{2,3}

¹Universidade do Vale do Paraíba, Av. Shishima Hifumi, 2911, Cep 12244-000, São José dos Campos, SP, Brazil

²Instituto de Astrofísica de La Plata (CONICET-UNLP), Argentina

³Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata, Paseo del Bosque s/n, 1900 La Plata, Argentina

Accepted 2017 January 17. Received 2017 January 17; in original form 2016 August 17

ABSTRACT

We derive a new relation between the metallicity of Seyfert 2 active galactic nuclei (AGNs) and the intensity of the narrow emission-lines ratio $N2O2 = \log([\text{N II}] \lambda 6584 / [\text{O II}] \lambda 3727)$. The calibration of this relation was performed by determining the metallicity (Z) of a sample of 58 AGNs through a diagram containing the observational data and the results of a grid of photoionization models obtained with the `CLOUDY` code. We find the new Z/Z_{\odot} – $N2O2$ relation using the obtained metallicity values and the corresponding observational emission-line intensities for each object of the sample. Estimations derived through the use of this new calibration indicate that the narrow-line regions of Seyfert 2 galaxies exhibit a large range of metallicities ($0.3 \lesssim Z/Z_{\odot} \lesssim 2.0$), with a median value $Z \approx Z_{\odot}$. Regarding the possible existence of correlations between the luminosity $L(\text{H}\beta)$, the electron density and the colour excess $E(B - V)$ with the metallicity in this kind of objects, we do not find correlations between them.

Key words: galaxies: abundances – galaxies: evolution – galaxies: formation – galaxies: general – galaxies: ISM.

1 INTRODUCTION

Active galactic nuclei (AGNs) present in their spectra strong emission lines of heavy elements, easily measured even for objects at high redshifts. Therefore, the AGN metallicities inferred through these emission lines have an important role in the study of the chemical evolution of galaxies and of the Universe.

The metallicity of the gas phase of AGNs as well as of star-forming regions can be mainly obtained by two methods. The first one, generally called the T_e -method, is based on the measurements of emission lines from the main ionization stages of a given element (e.g. O, N, S) and on the direct measurements of the electron temperatures and densities of the gas (Osterbrock & Ferland 2006). The second one, called the ‘strong-line method’, uses a calibration between emission-line ratios easily measured and the metallicity or abundance of a given element, generally oxygen (e.g. Pagel et al. 1979; Edmunds & Pagel 1984; Storchi-Bergmann et al. 1998; Pilyugin 2000, 2001; Kewley & Dopita 2002; Dors & Copetti 2005; Stasińska 2006; Maiolino et al. 2008; Berg, Skillman & Marble 2011; Dors et al. 2013; Brown, Martini & Andrews 2016; Pilyugin & Grebel 2016; Vale Asari et al. 2016). Concerning the applicability of the T_e -method, there is a consensus that it provides reliable metallicity estimations for star-forming regions. In fact, Pilyugin (2003) showed that there is a good agreement (at least for

the solar neighbourhood) between oxygen determinations based on the T_e -method and the ones derived through observations of the weak interstellar $\text{O I } \lambda 1356$ line towards the stars [see also Moss et al. (2002), Deharveng et al. (2000), Rolleston et al. (2000) and Meyer et al. (1998)]. However, Dors et al. (2015) found that the T_e -method does not work for AGNs. These authors examined the relation between oxygen abundances (generally used as metallicity tracer) in the narrow-line regions (NLRs) of AGNs estimated from the T_e -method, the strong-line method and through central intersect abundances in the host galaxies determined from the radial abundance gradients. They found that the T_e -method underestimates the expected oxygen abundances by 0.8 dex and that this fact could be due to the presence of a secondary heating (ionizing) source in addition to the radiation produced in the inner parts of the AGN [see also Zhang, Liang & Hammer (2013), Prieto, Marco & Gallimore (2005), and Contini (2012)]. Therefore, the strong-line method seems to be more reliable to be used in AGN metallicity determinations.

Through decades, several relations between strong emission lines and oxygen abundances have been proposed for star-forming regions [see López-Sánchez & Esteban (2010), for a review]. Although metallicities of AGNs have been estimated by many authors (e.g. Hamann & Ferland 1992, 1993; Ferland et al. 1996; Hamann et al. 2002; Baldwin et al. 2003; Dhanda et al. 2007; Wang et al. 2011; Batra & Baldwin 2014; Du et al. 2014; Richardson et al. 2014; Dors et al. 2015; Feltre, Charlot & Gutkin 2016), it seems that the unique calibrations available in the literature are the

* E-mail: olidors@univap.br (OLD); mvcardaci@gmail.com (MVC)

ones proposed by Storchi-Bergmann et al. (1998) and by Dors et al. (2014), who used photoionization model results to obtain expressions easily applicable, considering optical and ultraviolet emission lines, respectively.

Keeping the above in mind, we use a grid of photoionization models to obtain a new relationship between abundances and the strong narrow emission lines of Seyfert 2 (Sy2) AGNs observed in the optical spectral range. The present study is organized as follows. In Section 2, a description of the methodology used to obtain the index calibration is presented. In Section 3, the calibration obtained is presented. The discussion and the conclusions of the outcome are given in Section 4 and Section 5, respectively.

2 METHODOLOGY

To obtain a calibration of the relation between the metallicity and the strong emission lines of Sy2 galaxies, we compiled the intensities of narrow emission lines from the literature. These observational data were compared with the results of a grid of photoionization models in order to estimate the metallicity of each object. In what follows, a description of the photoionization models and of the observational sample is presented.

2.1 Photoionization models

We build a grid of photoionization models using the version 13.0 of the CLOUDY code (Ferland 2013). These models are similar to those used by Dors et al. (2012, 2014) and the reader is referred to these works for a detailed description of them. In summary, for the spectral energy distribution (SED), we considered two sources of continuum modelled by: a ‘Big Bump’ component peaking at 1 Ryd with a high-energy and an infrared exponential cut-off, and a power law with an $\alpha_x = -1$ representing the X-ray source that dominates at high energies taking into account that its normalization must provide an optical to X-ray spectral index $\alpha_{ox} = -1.4$. This α_{ox} value is the average of the observed values for the entire range of observed luminosities of AGNs by Miller et al. (2011) and Zamarani et al. (1981). Indeed, the photoionization models assuming this SED are able to reproduce the optical and infrared observational data of a large sample of AGNs [see Dors et al. (2012)]. In all models, a fixed electron density (N_e) value of 500 cm^{-3} was assumed. It is a representative value for the NLR densities in AGNs as showed by Dors et al. (2014). These authors also showed that Sy2 exhibits electron density values in the range $100 \lesssim N_e(\text{cm}^{-3}) \lesssim 2000$. Storchi-Bergmann et al. (1998) investigated the influence of the electron density on the $[\text{N II}] \lambda\lambda 6548, 6584/\text{H}\alpha$ metallicity indicator, finding that it is suppressed by collisional de-excitation only for very high-density values, larger than their critical electron densities, e.g. $N_e \approx 10^5 \text{ cm}^{-3}$ [see also Zhang et al. (2004)]. For the $[\text{O II}]$ emission lines $\lambda 3726$ and $\lambda 3729$, the critical density is in order of 2000 and 5000 cm^{-3} , respectively. Thus, the effects of electron density on metallicity estimations based on $[\text{O II}]$ lines could be relevant for some objects studied.

We computed a sequence of models with the logarithm of the ionization parameter ranging from $-4.0 \leq \log U \leq -1.0$, with a step of 0.5 dex. U is defined as $U = Q_{\text{ion}}/4\pi R_{\text{in}}^2 n c$, where Q_{ion} is the number of hydrogen ionizing photons emitted per second by the ionizing source, R_{in} is the distance from the ionization source to the inner surface of the ionized gas cloud (in cm), n is the particle density (in cm^{-3}) and c is the speed of light (Mathews 1974; Shields 1976; Davidson 1977; Ferguson et al. 1997). It is worth mentioning that models that have different combinations of Q_{ion} , R and n but result

in the same U are homologous models with the same predicted emission-line intensities (Bresolin, Kennicutt & Garnett 1999).

The metallicity range considered was $0.5 \leq Z/Z_{\odot} \leq 4.0$. The abundance of all elements was linearly scaled to the solar metal composition,¹ with the exception of the N abundance, which was taken from the following relation between N/O and O/H given by Dopita et al. (2000):

$$\begin{aligned} \log(\text{N}/\text{H}) &= -4.57 + \log(Z/Z_{\odot}); \text{ for } \log(Z/Z_{\odot}) \leq -0.63, \\ \log(\text{N}/\text{H}) &= -3.94 + 2 \log(Z/Z_{\odot}); \text{ otherwise.} \end{aligned} \quad (1)$$

Photoionization model grids assuming these ranges of U and Z/Z_{\odot} values describe emission-line intensities observed practically at all wavelengths (Nagao et al. 2002; Groves, Heckman & Kauffmann 2006; Nagao, Maiolino & Marconi 2006; Dors et al. 2012, 2014, 2015). Models assuming the presence of dust in the gas phase do not reproduce the majority of emission-line intensities of AGNs (Nagao et al. 2006; Matsuoka et al. 2009; Dors et al. 2014), hence all the considered models in this work were dust free.

2.2 Observational sample

The intensities of narrow emission lines of AGNs classified as Seyfert 2 and 1.9 (hereafter Sy2) observed in the optical range ($3000 \text{ \AA} < \lambda < 7000 \text{ \AA}$) were compiled from the literature. We did not consider AGNs classified as Seyfert 1 because these objects seem to have shock of gas with high velocity ($300\text{--}500 \text{ km s}^{-1}$; Dopita 1995), which is not considered in the CLOUDY code. The observational data of LINERs were also not considered because the physics of these objects seems to be little understood and assumptions of standard photoionization models seem do not reproduce them (Storchi-Bergmann et al. 1998). Our selection criterion was the measurement of the intensities of the $[\text{O II}] \lambda 3727$, $[\text{O III}] \lambda 5007$, $[\text{N II}] \lambda 6584$ and $[\text{S II}] \lambda\lambda 6716, 6731$ narrow emission lines. The observational data of 47 Sy2 compiled by Dors et al. (2015) and 13 observed by Dopita et al. (2015) were considered. From this sample, only the objects that meet the criteria proposed by Kewley et al. (2001) to distinguish objects ionized by massive stars from those containing an AGN and/or gas shock were considered (see Fig. 1). Hence all objects with

$$\log[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta > \frac{0.61}{[\log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)] - 0.47} + 1.19 \quad (2)$$

were selected. The final sample consists of 58 objects: 46 compiled by Dors et al. (2015) and 12 observed by Dopita et al. (2015). In Fig. 1, the objects of our final sample and a curve representing the criterion defined by Kewley et al. (2001) are shown. All objects have redshifts $z < 0.1$ and their emission-line intensities were reddening corrected. Table 1 lists the identification, logarithm of the ionization parameter, metallicity, luminosity, electron density, colour excess derived along the paper and the bibliographic reference for each object of the sample.

The objects compiled by Dors et al. (2015) were observed using long-slit spectroscopy and those from Dopita et al. (2015) were observed using integral-field spectroscopy; therefore, they constitute a heterogeneous sample, i.e. they were obtained using

¹ In the CLOUDY code (version 13.00), the solar oxygen abundance relative to hydrogen is adopted to be the one derived by Alende Prieto, Lambert & Asplund (2001), i.e. $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.69$.

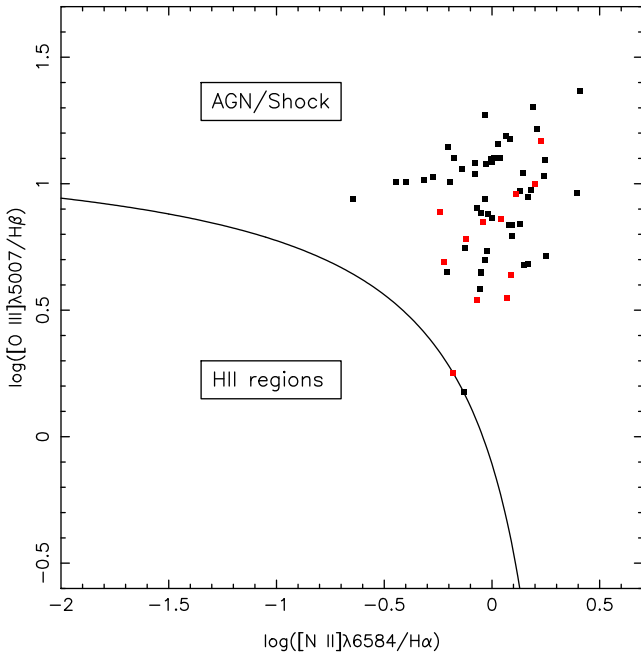


Figure 1. $\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta)$ versus $\log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$ diagnostic diagram. Solid line, taken from Kewley et al. (2001), separates objects ionized by massive stars from those containing active nuclei and/or shock-excited gas [equation (2)]. Black and red squares represent the objects taken from the compilation of Dors et al. (2015) and observed by Dopita et al. (2015), respectively, listed in Table 1.

different observational techniques and measurement apertures. In Fig. 1, no segregation between the long-slit and integral-field data can be noted. The effects of using such data sample do not yield any bias on the abundance estimations [see a complete discussion about this point in Dors et al. (2013)].

3 Z/Z_{\odot} - $N2O2$ RELATION

The $N2O2$ index defined by

$$N2O2 = \log([\text{N II}]\lambda 6584/[\text{O II}]\lambda 3727) \quad (3)$$

was proposed by Dopita et al. (2000) to be applied in chemical abundance studies of star-forming objects [see also Kewley & Dopita (2002) and Kewley & Ellison (2008)]. For star-forming regions, it has the advantage of being little dependent on the ionization parameter than other indexes (Kewley & Dopita 2002). To test if this result is also valid for Sy2s, predictions of our models for the $N2O2$ index and $N2 = \log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$ versus the logarithm of the ionization parameter and for different metallicity values are shown in Fig. 2. The $N2$ index was proposed by Storchi-Bergmann et al. (1998) to be used as a metallicity indicator of AGNs and it has also been applied in the studies of star-forming regions (e.g. Pérez-Montero & Vílchez 2009). We can see that for each $Z/Z_{\odot} \leq 2.0$, the $N2O2$ index varies by about 0.5 dex for the entire $\log U$ range, while the $N2$ varies by about 1 dex. For $Z/Z_{\odot} = 4.0$, a higher variation in both indexes is found. Moreover, we can note in Fig. 2 (top panel) that the $N2$ indicator does not show a monotonic behaviour with Z/Z_{\odot} .

The disadvantage of using strong-line metallicity relation based on the $[\text{N II}]$ emission lines is the strong dependence of them on the N/O abundance ratio (Pérez-Montero & Vílchez 2009), which is

known to be poor for AGNs. In fact, the majority of the photoionization model grids for AGNs have been built considering the relations between N and O (or Z/Z_{\odot}) taken from the metallicity studies of the H II regions (e.g. Groves et al. 2006; Dors et al. 2014, 2015). For example, Storchi-Bergmann et al. (1998) assumed in their models a secondary origin for the nitrogen ($\text{N/O} \sim \text{O/H}$) and they used a relation obtained for nuclear starbursts derived by Storchi-Bergmann, Calzetti & Kinney (1994). However, for the low-metallicity regime ($Z \lesssim 0.3Z_{\odot}$), the nitrogen seems to have a primary origin [see e.g. Pilyugin, Thuan, & Vílchez (2003)], which must be considered in AGNs models.

To calibrate the $N2O2$ index with the metallicity, we adopted the following method. We prepared a $[\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O II}]\lambda 3727$ versus $[\text{N II}]\lambda 6584/[\text{O II}]\lambda 3727$ diagram containing the results of our models (see Section 2.1) and the observational data (see Section 2.2). In Fig. 3, this diagram is shown. We can see that all observational data are located within the regions occupied by our models, with exception of one object, i.e. NGC 1068 (represented by a triangle in Fig. 3), not considered in our analysis.

Contrary to the model results of Storchi-Bergmann et al. (1998), it can be seen that the curves representing our photoionization model results overlap for the extreme $\log U$ values. Even though this method cannot be used for these extreme values (i.e. $\log U \gtrsim -1.8$ and $\log U \lesssim -3.5$ for $Z/Z_{\odot} \gtrsim 2.0$), since we could not distinguish between two possible metallicity estimations, we can see from Fig. 3 that our observational data are located in a zone in which models do not overlap between them. Therefore, to calibrate the metallicity as a function of the $N2O2$ index, we calculated the logarithm of the ionization parameter and the metallicity values for each object in our sample by linear interpolations between our models. These interpolated values are listed in the columns 2 and 3, respectively, of Table 1.

Among the objects selected, we found that NGC 7674 (not listed in Table 1) presents the highest measured metallicity value ($Z/Z_{\odot} = 3.35$) in contrast to the relatively low value ($Z/Z_{\odot} \sim 0.5$) found by Dors et al. (2014) using their C43 index involving near-UV lines. Dors et al. (2015) also estimated low-metallicity values for this object ($Z/Z_{\odot} \sim 1$), using the first calibration given by Storchi-Bergmann et al. (1998). The optical data of this object were originally published by Shuder & Osterbrock (1981), who reported the presence of blueward wings on all the emission lines used in the present work except on $[\text{O II}]\lambda 3727$. The observed difference in the shape of the emission lines could lead to underestimate the $[\text{O II}]\lambda 3727$ flux yielding a highest metallicity value. Hence, to prevent any possible bias introduced by NGC 7674 in the calibration we are going to perform, we take off NGC 7674 from our sample. The interpolated Z/Z_{\odot} values together with the observational $N2O2$ values were considered and the following equation was obtained

$$(Z/Z_{\odot}) = 1.08(\pm 0.19) \times N2O2^2 + 1.78(\pm 0.07) \times N2O2 + 1.24(\pm 0.01). \quad (4)$$

In Fig. 4, the interpolated Z/Z_{\odot} values as a function of $N2O2$ together with the fitted function are shown. Although this relation is unidimensional, i.e. it uses only one line ratio mainly dependent on the metallicity, it takes into account the dependence on the ionization parameter through the $[\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O II}]\lambda 3727$ ratio, which is strongly dependent on U , and that was considered in the Z/Z_{\odot} estimations (see Fig. 3).

Table 1. Identification, ionization parameter and metallicity (Z/Z_{\odot}) estimated using *interpolation* from Fig. 3, Z/Z_{\odot} through the *N2O2* index [equation (4)], $\log L(H\beta)$, electron density (N_e), colour excess $E(B - V)$ and the original reference for the objects in our sample.

Identification	$\log U$	Z/Z_{\odot}		$\log L(H\beta)$ (erg s $^{-1}$)	N_e (cm $^{-3}$)	$E(B - V)$	Reference
		Interpolation	<i>N2O2</i>				
IZw 92	-2.5	0.67	0.67	41.55	822.0	0.15	1
NGC 3393	-2.3	1.85	1.80	-	2022.0	0.20	1
Mrk 176	-2.5	1.22	1.12	40.02	535.0	0.60	1
3c033	-2.6	0.67	0.66	40.51	252.0	0.23	1
Mrk 3	-2.6	1.25	1.16	40.91	948.0	0.45	1
Mrk 573	-2.5	1.22	1.12	40.51	781.0	0.30	1
NGC 1068	-2.4	4.00	-	42.03	-	0.32	1
Mrk 78	-2.7	0.32	0.77	40.80	370.0	0.45	1
Mrk 34	-2.6	0.97	0.93	41.31	546.0	0.26	1
Mrk 1	-2.5	1.12	1.07	40.20	767.0	0.41	1
3c433	-3.0	1.02	1.10	40.36	50.0	0.57	1
Mrk 270	-2.9	0.87	0.82	39.72	1027.0	0.20	1
3c452	-3.0	1.00	1.02	40.17	50.0	0.47	1
Mrk 198	-2.8	1.22	1.16	40.34	111.0	0.22	1
Mrk 268	-3.0	1.17	1.46	40.69	260.0	0.40	1
Mrk 273	-3.2	0.67	0.62	40.25	50.0	0.86	1
NGC 3227	-2.7	1.62	1.62	-	647.0	0.36	1
Mrk 6	-2.5	1.09	1.01	-	647.0	0.37	1
ESO 138 G1	-2.5	0.57	0.59	-	685.0	0.29	1
NGC 5643	-2.7	0.87	0.82	40.59	141.0	0.52	1
NGC 1667	-3.2	0.92	0.90	39.06	281.0	1.31	1
Mrk 423	-3.2	0.82	0.75	40.13	239.0	0.35	1
Mrk 609	-2.7	1.50	1.55	40.54	239.0	0.57	1
Mrk 226SW	-3.1	0.75	0.69	-	296.0	0.53	1
NGC 3081	-2.6	1.32	1.29	-	693.0	0.33	1
NGC 3281	-2.7	1.32	1.30	-	974.0	0.56	1
NGC 3982	-2.5	1.00	0.95	-	819.0	0.24	1
NGC 4388	-2.5	0.92	0.83	-	343.0	0.39	1
NGC 5135	-2.8	1.30	1.36	-	492.0	0.56	1
NGC 5643	-2.7	0.92	0.89	40.59	451.0	0.56	1
NGC 5728	-2.7	1.30	1.30	41.10	606.0	0.54	1
NGC 6300	-2.9	0.77	0.73	-	360.0	0.70	1
NGC 6890	-2.3	1.75	1.61	-	176.0	0.27	1
IC 5063	-2.8	0.87	0.82	-	311.0	0.48	1
IC 5135	-2.9	1.07	1.09	-	471.0	0.55	1
Mrk 744	-2.6	1.62	1.59	39.88	606.0	-	1
Mrk 1066	-3.0	0.95	1.01	-	-	-	1
NGC 5506	-2.7	1.19	1.15	39.68	809.0	0.68	1
NGC 2110	-3.1	1.07	1.12	39.68	395.0	0.53	1
NGC 3281	-2.8	0.92	0.90	39.22	471.0	0.68	1
Akn 347	-2.5	1.37	1.30	39.93	606.0	0.54	1
UM 16	-2.6	0.92	0.88	41.07	606.0	0.36	1
Mrk 533	-2.3	1.82	1.71	40.82	1046.0	0.35	1
IZw 92	-2.5	0.72	0.68	41.44	805.0	0.19	1
Mrk 612	-2.5	1.82	1.82	40.20	75.0	0.48	1
Mrk 622	-3.2	0.57	0.54	40.71	64.0	1.17	1
IC 1657	-2.5	0.85	0.81	39.24	40.0	-	2
IRAS 01475-0740	-3.0	1.25	1.20	39.80	90.0	-	2
IC 1816	-2.9	2.00	2.01	39.96	8691.0	-	2
NGC 1125	-2.8	1.00	0.97	39.70	403.0	-	2
MCG -06-23-038	-3.0	1.20	1.17	39.43	949.0	-	2
IRAS 11215-2806	-2.8	0.87	0.84	39.22	532.0	-	2
ESO 137-G34	-3.0	1.42	1.38	39.74	581.0	-	2
NGC 6300	-3.2	1.20	1.17	37.92	330.0	-	2
ESO103-G35	-2.7	1.25	1.23	39.35	2449.0	-	2
NGC 6926	-2.8	0.90	0.90	38.86	305.0	-	2
IC 1368	-2.7	0.95	1.02	38.78	217.0	-	2
NGC 7590	-2.7	0.97	1.00	38.54	121.0	-	2

References: (1) Data compiled by Dors et al. (2015). (2) Dopita et al. (2015).

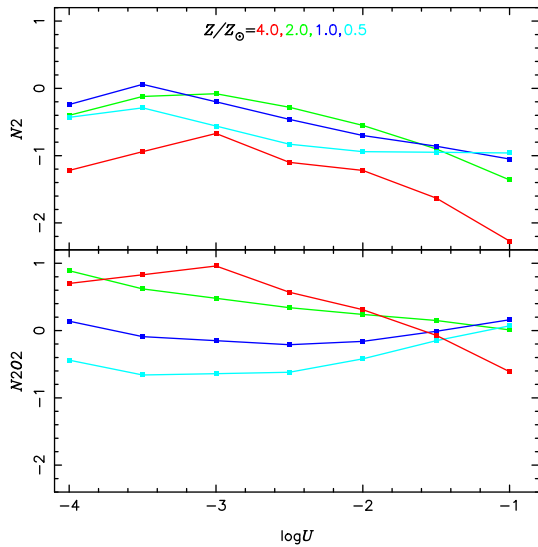


Figure 2. $N2O2 = \log([\text{N II}]\lambda 6584/[\text{O II}]\lambda 3727)$ and $N2 = \log([\text{N II}]\lambda 6584/H\beta)$ versus the logarithm of the ionization parameter for different metallicities, lower and upper panel, respectively. Lines connect predictions of our models (see Section 2.1) represented by points. Different colours represent our model results assuming different metallicities, as indicated.

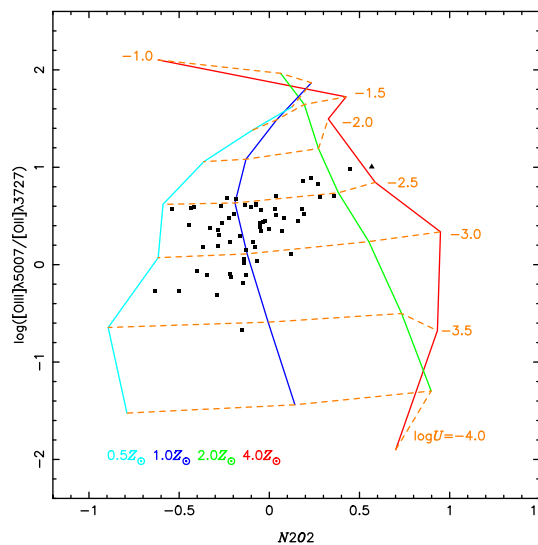


Figure 3. $\log([\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O II}]\lambda 3727)$ versus $N2O2$ index. Solid lines connect our model results (see Section 2.1) of iso-metallicity, while the dashed lines connect curves of iso-ionization parameter, as indicated. Points represent the observational data compiled from the literature (see Section 2.2). The point out of the region occupied by the models (represented by a triangle) corresponds to NGC 1068.

4 DISCUSSION

The metallicity of AGNs is an important parameter because it defines the constraints for the regime of high metallicity in models of chemical evolution of galaxies (e.g. Mollá & Díaz 2005; Pilkington et al. 2012; Fu et al. 2013; Cousin et al. 2016), and it can be used to investigate the enrichment of the Universe (e.g. Nagao et al. 2006; Matsuoka et al. 2009; Dors et al. 2014).

Metallicity estimations of the NLRs of Sy2 galaxies and of the central regions of normal galaxies can be obtained, indi-

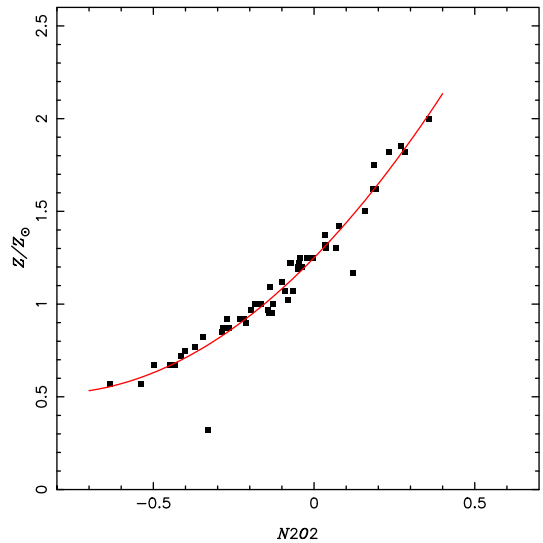


Figure 4. Z/Z_{\odot} versus $N2O2$ index. Points represent metallicity estimations obtained through our photoionization model results (see Section 3). Curve represents the fitting [see equation (4)].

rectly, by the use of the central intersect method (e.g. Vila-Costas & Edmunds 1992; Zaritsky, Kennicutt & Huchra 1994; van Zee et al. 1998; Pilyugin, Vílchez & Contini 2004; Pilyugin, Thuan, & Vílchez 2007; Gusev et al. 2012; Dors et al. 2015). This method consists in extrapolating to the central regions the radial abundance gradients of spiral galaxies estimated from spectroscopic data of H II regions located along their discs. Dors et al. (2015) found that abundances obtained by this method are similar to or slightly higher than those obtained using strong-line methods for a sample of objects for which there are direct spectral measurements. However, the central intersect method requires to observe a large sample of H II regions and it is limited to objects spatially resolved, i.e. objects with low redshifts. These authors also analysed the results obtained by the use of the T_e -method (which involve the weak auroral temperature sensitive emission lines) finding that this method underestimates the oxygen abundances by up to ~ 2 dex compared to the abundances derived through the strong-line method. Therefore, determination based on strong emission lines of AGNs seems to be the easiest and most reliable method.

To date, it seems that only three relationships between the metallicity or oxygen abundance and strong and narrow emission lines of AGNs are available in the literature: the relationship based on ultraviolet emission lines proposed by Dors et al. (2014) and two relations based on optical emission lines proposed by Storchi-Bergmann et al. (1998). Dors et al. (2015) showed that the first relationship proposed by Storchi-Bergmann et al. (1998), given by

$$\begin{aligned} (\text{O}/\text{H})_{\text{SB98,1}} = & 8.34 + (0.212x) - (0.012x^2) - (0.002y) \\ & + (0.007xy) - (0.002x^2y) + (6.52 \times 10^{-4}y^2) \\ & + (2.27 \times 10^{-4}xy^2) + (8.87 \times 10^{-5}x^2y^2), \end{aligned} \quad (5)$$

where $x = [\text{N II}]\lambda\lambda 6548, 6584/H\alpha$ and $y = [\text{O III}]\lambda\lambda 4959, 5007/H\beta$, presents a better agreement with recent photoionization models than the central intersect abundance method. Hereafter, we will compare this relation with our own equation (4).

There are other line ratios that could be used as metallicity indicators of NLRs of Sy2 galaxies, e.g. the classical $R_{23} = ([\text{O II}]\lambda 3727 + [\text{O III}]\lambda 4959 + \lambda 5007)/H\beta$ empirical parameter

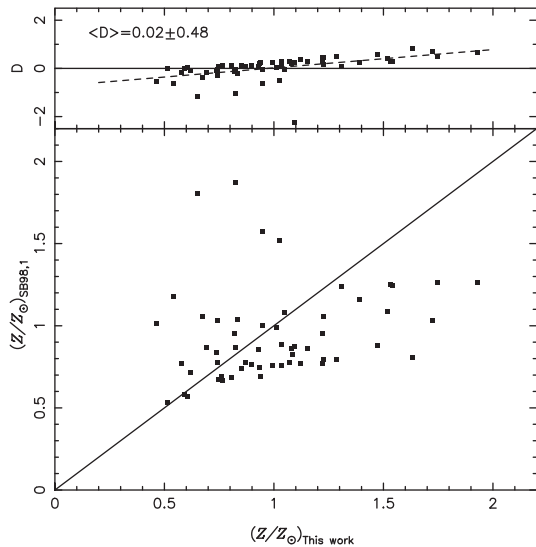


Figure 5. Bottom panel: comparison between Z/Z_{\odot} obtained using the calibrations proposed in this work and the one proposed by Storchi-Bergmann et al. (1998) for the objects in our sample. Top panel: difference (D) between metallicity estimations based on our calibration [equation (4)] and from the one proposed by Storchi-Bergmann et al. (1998), represented by equation (5). The average difference $\langle D \rangle$ between both estimations is indicated. Dashed line represents a linear regression to these differences, i.e. $D = 0.89(\pm 0.14) \times (Z/Z_{\odot}) - 0.86(\pm 0.17)$.

suggested by Pagel et al. (1979) to estimate oxygen abundances in star-forming regions. Dors et al. (2015), using a grid of photoionization models, found a new $O/H-R_{23}$ relation for NLRs of Sy2 galaxies. However, these authors pointed out that NLRs of Sy2 galaxies could have a secondary heating (ionizing) source – probably low-velocity shock gas – in addition to the radiation from the gas falling into the central engine, making the $O/H-R_{23}$ relation not reliable for this kind of objects. The use of metallicity indicators based on strong emission lines involving ions with similar ionization potential can minimize this effect. In this sense, the $N2O2$ index has advantage over the majority of other metallicity indicators [see Kewley & Dopita (2002), López-Sánchez & Esteban (2010) and Dors et al. (2011)] because the involved ions, N^+ and O^+ , have near ionization potentials, i.e. 29.60 eV and 35.12 eV, respectively.

With the aim to compare the metallicity estimated through our $N2O2-Z/Z_{\odot}$ relation with those obtained using the relation proposed by Storchi-Bergmann et al. (1998), we plotted in Fig. 5 both estimations for the objects in our sample (bottom panel) and the difference between them (top panel). The average difference between both estimations was found to be $\langle D \rangle = 0.02 \pm 0.48$ and, based on the linear regression considering the estimations, it would seem that the calibration by Storchi-Bergmann et al. (1998) yields lower and higher values for the high- and low-metallicity regimes, respectively. However, the fact that most of the objects are located around $(Z/Z_{\odot}) = 1$ could introduce a bias in the calculated linear regression coefficients (see upper panel of Fig. 5) due to the low numbers statistics in the extreme metallicity regimes. In order to investigate this discrepancy, the logarithm of the ionization parameter versus the difference between the estimations is shown in Fig. 6, where a correlation between the two can be seen. Therefore, the difference between metallicity estimations based on our calibration and those from the calibration proposed by Storchi-Bergmann et al. (1998) is probably due to the use of different $N/O-O/H$ relations as-

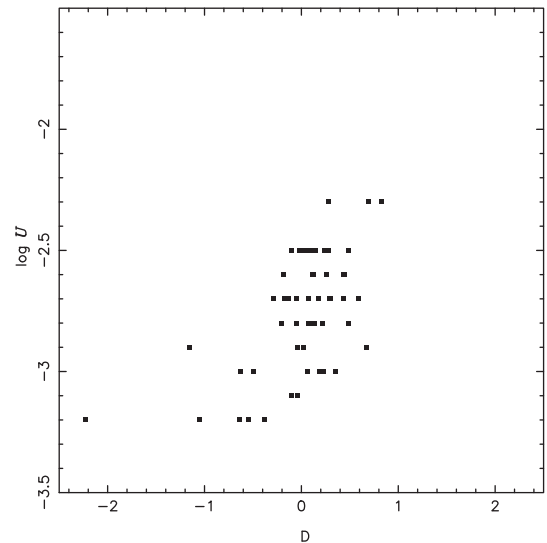


Figure 6. Logarithm of the ionization parameter (U) versus the difference (D) between metallicity estimations derived from our calibration [equation (4)] and from the one proposed by Storchi-Bergmann et al. (1998), represented by equation (5). The $\log U$ and D were taken from Table 1 and Fig. 5, respectively.

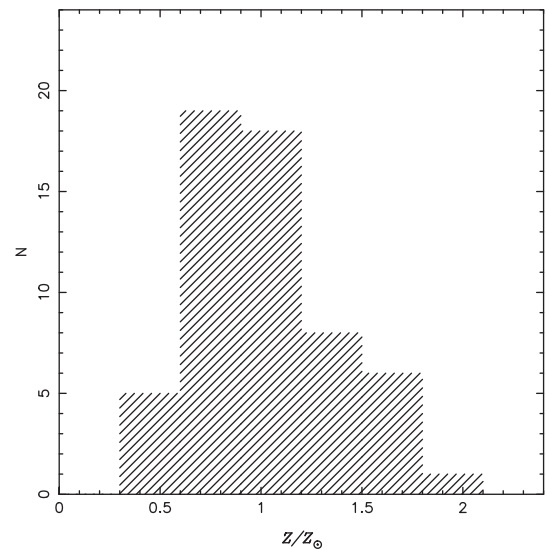


Figure 7. Histogram containing the metallicity values derived from the calibration between $N2O2$ and Z/Z_{\odot} [equation (4)] for the sample of objects listed in Table 1.

sumed in the models, the evolution of atomic parameters, inclusion of physical process in photoionization model codes or due to the different methodologies considered; hence, Storchi-Bergmann et al. (1998) considered a theoretical calibration and we a semi-empirical one.

Analysing the metallicity distribution obtained by applying our $N2O2-Z/Z_{\odot}$ relation to the objects in our sample (see histogram in Fig. 7), we found that ~ 55 per cent of the objects present metallicities in the $0.75 \leq Z/Z_{\odot} \leq 1.25$ range with a median value of ~ 1.00 (i.e. $12 + \log(O/H) = 8.69$, adopting the solar oxygen abundance to be $12 + \log(O/H)_{\odot} = 8.69$; Alende Prieto et al. 2001). The average value of the metallicity considering the whole sample is $\langle Z/Z_{\odot} \rangle = 1.03(\pm 0.38)$, which corresponds to $12 + \log(O/H) = 8.70(\pm 0.13)$. Studying a large sample of star-forming regions,

Pilyugin et al. (2007) and Pilyugin, Thuan, & Vílchez (2006) found, using the P-method (Pilyugin 2000, 2001), that there seems to be a maximum attainable oxygen abundance of $12+\log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.87$ ($Z/Z_{\odot} \sim 1.50$) for this kind of regions. Most of the objects in our sample show metallicity values lower than this maximum value derived for star-forming regions. We found only four objects (NGC 3393, Mrk 744, Mrk 533, and IC1816) with metallicity higher than the maximum estimated by Pilyugin and collaborators. Dors et al. (2015) also calculated the central oxygen abundance for a large sample of Sy2 active objects and star-forming nuclei of normal galaxies finding that most of the objects present metallicities in the range $0.6 \leq Z/Z_{\odot} \leq 2.0$, with few objects showing higher values. This is a similar result to the one derived in this work.

We investigated whether the metallicity is correlated or not with other Sy2 parameters. First, we analysed the correlation between the AGN luminosity and the metallicity for our sample of Sy2 objects. The existence of a strong correlation between the mass (or luminosity) and metallicity in ellipticals and spiral bulges is well known (e.g. Faber et al. 1973, 1989; Zaritsky et al. 1994; Lequeux et al. 1979; Skillman, Kennicutt & Hodge 1989; Garnett 2002; Pilyugin, Thuan, & Vílchez 2006), in the sense that the most metallic objects exhibit the highest mass (or luminosity) values. This relation seems to be due to the action of galactic winds, in which massive objects have deeper gravitational potentials retaining their gas against the building thermal pressures from supernovae [see Hamann & Ferland (1999) and references therein]. However, it is still barely known if a similar relation is followed by AGNs. In fact, Dors et al. (2014) and Nagao et al. (2006) found a slight increase of metallicity, calculated from UV emission lines, with the He II luminosity for a large sample of Sy2, Quasar and radio galaxy objects [see also Hamann & Ferland (1993, 1999)]. In order to verify if similar relation is obtained through our estimations, the luminosity of 46 of our objects was calculated using the published flux of H β , with the redshifts taken from NED² and assuming a spatially flat cosmology with $H_0 = 71 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0.270$ and $\Omega_{\text{vac}} = 0.730$ (Wright 2006). These values are listed in the column 5 of Table 1. There are a large scatter in $L(\text{H}\beta)$ for each value of Z/Z_{\odot} (see the bottom panel of Fig. 8), hence, any correlation was found.

We also investigated the behaviour of the electron density and of the internal dust content, traced by the colour excess $E(B - V)$, as a function of the metallicity for our sample of objects. In particular, the existence of correlations between these parameters is important in building models of accretion disc around black holes (e.g. Collin & Zahn 1999; Collin & Huré 1999). The electron density values (listed in the column 6 of Table 1) were estimated from the published [S II] $\lambda\lambda 6716, 6731$ emission-line intensities and using their relation with the electron density given by Dors et al. (2016). A large scatter was also found between the estimated densities and the metallicity (see the middle panel of Fig. 8), hence, any correlation was found. Finally, we analysed the behaviour of the colour excess $E(B - V)$ derived from the nebular gas emission lines as defined by Jones et al. (2013) $E(B - V) = 1.695 \log \frac{\text{H}\alpha/\text{H}\beta}{2.86}$ (listed in the column 7 of Table 1) as a function of the metallicity (see the top panel of Fig. 8). As in the previous cases, we were not able to find any correlation between these parameters.

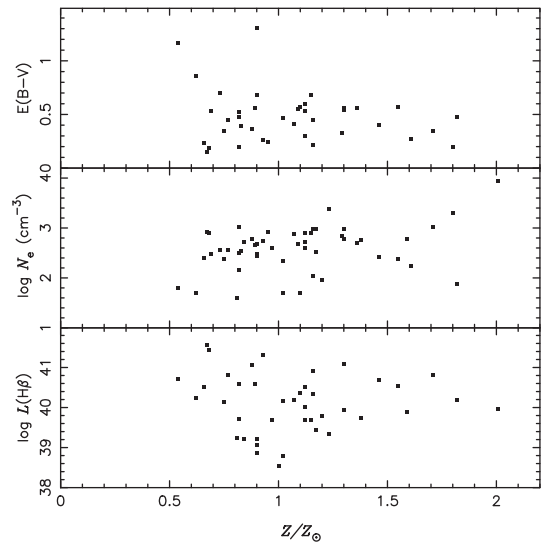


Figure 8. $\log[L(\text{H}\beta)]$, $\log[N_e]$ and $E(B - V)$ versus Z/Z_{\odot} (bottom, middle, and top panel, respectively). Points represent estimations for the objects listed in Table 1.

5 CONCLUSIONS

We proposed here a metallicity indicator for Sy2 AGNs based on the narrow emission-line intensity ratio $N2O2 = \log([\text{N II}] \lambda 6584/[\text{O II}] \lambda 3727)$. The calibration of the relation between Z/Z_{\odot} and the $N2O2$ index was obtained using a sample of 58 Sy2 galaxies compiled from the literature for which we estimated their metallicities through a diagram containing the observational $\log([\text{O III}] \lambda 5007/[\text{O II}] \lambda 3727)$, $N2O2$ ratios and the results of a grid of photoionization models obtained with the CLOUDY code. Using these estimated metallicity values together with the observational $N2O2$ index values estimated for the objects in our sample, we calibrated the Z/Z_{\odot} - $N2O2$ relation. Even though this relation depends on only one emission-line ratio, it also depends on the ionization parameter through the $[\text{O III}] \lambda 5007/[\text{O II}] \lambda 3727$ ratio used in the process to calibrate it. Using the calibration presented in this work, we found that Sy2 galaxies exhibit a large metallicity range ($0.3 \lesssim Z/Z_{\odot} \lesssim 2.0$), with a median value of $Z \approx Z_{\odot}$. Hence, we did not find any extraordinary chemical enrichment in the NLRs of Sy2 AGNs. Likewise, any correlation was obtained between metallicity and the H β luminosity, the electron density or the colour excess $E(B - V)$ for the objects in our sample.

ACKNOWLEDGEMENTS

We are grateful to the anonymous referee for his/her useful comments and suggestions that helped us to substantially clarify and improve the manuscript. OLD is grateful to the FAPESP and CNPq for supports under grants 2016/04728-7 (CADA project) and 306744/2014-7.

REFERENCES

- Alende Prieto C., Lambert D. L., Asplund M., 2001, ApJ, 556, L63
 Baldwin J. A., Hamann F., Korista K. T., Ferland G. J., Dietrich M., Warner C., 2003, ApJ, 583, 649
 Batra N. D., Baldwin J. A., 2014, MNRAS, 439, 771
 Berg D. A., Skillman E. D., Marble A. R., 2011, ApJ, 738, 2
 Bresolin F., Kennicutt R. C., Garnett D. R., 1999, ApJ, 510, 104
 Brown J. S., Martini P., Andrews B. H., 2016, MNRAS, 458, 1529

²The NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration.

- Collin S., Huré J.-M., 1999, *A&A*, 341, 85
 Collin S., Zahn J.-P., 1999, *A&A*, 344, 433
 Contini M., 2012, *MNRAS*, 425, 1205
 Cousin M., Buat V., Boissier S., Bethermin M., Roehly Y., Génois M., 2016, *A&A*, 589, 109
 Davidson K., 1977, *ApJ*, 218, 20
 Deharveng L., Peña M., Caplan J., Costero R., 2000, *MNRAS*, 311, 329
 Dhanda N., Baldwin J. A., Bentz M. C., Osmer P. S., 2007, *ApJ*, 658, 804
 Dopita M. A., 1995, *Ap&SS*, 233, 215
 Dopita M. A., Kewley L. J., Heisler C. A., Sutherland R. S., 2000, *ApJ*, 542, 224
 Dopita M. A. et al., 2015, *ApJS*, 217, 12
 Dors O. L., Copetti M. V. F., 2005, *A&A*, 437, 837
 Dors O. L., Krabbe A. C., Hägele G. F., Pérez-Montero E., 2011, *MNRAS*, 415, 3616
 Dors O. L., Riffel R. A., Cardaci M. V., Hägele G. F., Krabbe A. C., Pérez-Montero E., Rodrigues I., 2012, *MNRAS*, 422, 252
 Dors O. L. et al., 2013, *MNRAS*, 432, 2512
 Dors O. L., Cardaci M. V., Hägele G. F., Krabbe A. C., 2014, *MNRAS*, 443, 1291
 Dors O. L., Cardaci M. V., Hägele G. F., Rodrigues I., Grebel E. K., Pilyugin L. S., Freitas-Lemes P., Krabbe A. C., 2015, *MNRAS*, 453, 4102
 Dors O. L., Pérez-Montero E., Hägele G. F., Cardaci M. V., Krabbe A. C., 2016, *MNRAS*, 456, 4407
 Du P., Wang J.-M., Hu C., Valls-Gabaud D., Baldwin J. A., Ge J.-Q., Xue S.-J., 2014, *MNRAS*, 438, 2828
 Edmunds M. G., Pagel B. E. J., 1984, *MNRAS*, 211, 507
 Faber S. M., 1973, *ApJ*, 179, 423
 Faber S. M., Wegner G., Burstein D., Davies R. L., Dressler A., Lynden-Bell D., Terlevich R. J., 1989, *ApJS*, 69, 763
 Feltre A., Charlot S., Gutkin J., 2016, *MNRAS*, 456, 3354
 Ferguson J. W., Korista K. T., Baldwin J. A., Ferland G. J., 1997, *ApJ*, 487, 122
 Ferland G. J., 2013, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 49, 137
 Ferland G. J., Baldwin J. A., Korista K. T., Hamann F., Carswell R. F., Phillips M., Wilkes B., Williams R. E., 1996, *ApJ*, 461, 683
 Fu J., Kauffmann G., Huang M., Yates R. M., Moran S., Heckman T. M., Davé R., Guo Q., 2013, *MNRAS*, 434, 1531
 Garnett D. R., 2002, *ApJ*, 581, 1019
 Groves B. A., Heckman T. M., Kauffmann G., 2006, *MNRAS*, 371, 1559
 Gusev A. S., Pilyugin L. S., Sakhilov F., Dodonov S. N., Ezhkova O. V., Khramtsova M. S., 2012, *MNRAS*, 424, 1930
 Hamann F., Ferland G. J., 1992, *ApJ*, 391, 53
 Hamann F., Ferland G. J., 1993, *ApJ*, 418, 11
 Hamann F., Ferland G. J., 1999, *ARA&A*, 37, 487
 Hamann F., Korista K. T., Ferland G. J., Warner C., Baldwin J., 2002, *ApJ*, 564, 592
 Jones T., Ellis R. S., Richard S., Schenker M. A., Stark D. P., 2013, *ApJ*, 765, 48
 Kewley L. J., Dopita M. A., 2002, *ApJS*, 142, 35
 Kewley L. J., Ellison S. L., 2008, *ApJ*, 681, 1183
 Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., 2001, *ApJ*, 556, 121
 Lequeux J., Rayo J. F., Serrano A., Peimbert M., Torres-Peimbert S., 1979, *A&A*, 80, 155
 López-Sánchez A. R., Esteban C., 2010, *A&A*, 517, 85
 Maiolino R. et al., 2008, *A&A*, 488, 463
 Mathews W. G., 1974, *ApJ*, 189, 23
 Matsuoaka K., Nagao T., Maiolino R., Marconi A., Taniguchi Y., 2009, *A&A*, 503, 721
 Meyer D. M., Jura M., Cardelli J. A., 1998, *ApJ*, 493, 222
 Miller B. P., Brandt W. N., Schneider D. P., Gibson R. R., Steffen A. T., Wu J., 2011, *ApJ*, 726, 20
 Mollá M., Díaz A. I., 2005, *MNRAS*, 358, 521
 Moos H. W. et al., 2002, *ApJS*, 140, 3
 Nagao T., Murayama T., Shioya Y., Taniguchi Y., 2002, *ApJ*, 575, 721
 Nagao T., Maiolino R., Marconi A., 2006, *A&A*, 447, 863
 Osterbrock D. E., Ferland G., 2006, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, 2nd edn. University Science Books, Mill Valley, CA
 Pagel B. E. J., Edmunds M. G., Blackwell D. E., Chun M. S., Smith G., 1979, *MNRAS*, 189, 95
 Pérez-Montero E., Vílchez J. M., 2009, *MNRAS*, 400, 1721
 Pilkington K. et al., 2012, *A&A*, 540, 56
 Pilyugin L. S., 2000, *A&A*, 362, 325
 Pilyugin L. S., 2001, *A&A*, 369, 594
 Pilyugin L. S., 2003, *A&A*, 399, 1003
 Pilyugin L. S., Grebel E. K., 2016, *MNRAS*, 457, 3678
 Pilyugin L. S., Thuan T. X., Vílchez J. M., 2003, *A&A*, 397, 487
 Pilyugin L. S., Vílchez J. M., Contini T., 2004, *A&A*, 425, 849
 Pilyugin L. S., Thuan T. X., Vílchez J. M., 2006, *MNRAS*, 367, 1139
 Pilyugin L. S., Thuan T. X., Vílchez J. M., 2007, *MNRAS*, 376, 353
 Prieto M. A., Marco O., Gallimore J., 2005, *MNRAS*, 364, L28
 Richardson C. T., Allen J. T., Baldwin J. A., Hewett P. C., Ferland G. J., 2014, *MNRAS*, 437, 2376
 Rolleston W. R. J., Smartt S. J., Dufton P. L., Ryans R. S. I., 2000, *A&A*, 363, 537
 Shields G. A., 1976, *ApJ*, 204, 330
 Shuder J. M., Osterbrock D. E., 1981, *ApJ*, 250, 55
 Skillman E. D., Kennicutt R. C., Hodge P. W., 1989, *ApJ*, 347, 875
 Stasińska G., 2006, *A&A*, 454, L127
 Storchi-Bergmann T., Calzetti D., Kinney A. L., 1994, *ApJ*, 429, 572
 Storchi-Bergmann T., Schmitt H. R., Calzetti D., Kinney A. L., 1998, *AJ*, 115, 909
 Vale Asari N., Stasińska G., Morisset C., Cid Fernandes R., 2016, *MNRAS*, 460, 1739
 van Zee L., Salzer J. J., Haynes M. P., O'Donoghue A. A., Balonek T. J., 1998, *AJ*, 116, 2805
 Vila-Costas M. B., Edmunds M. G., 1992, *MNRAS*, 259, 121
 Wang J. M. et al., 2011, *ApJ*, 739, 3
 Wright E. L., 2006, *PASP*, 118, 1711
 Zamorani G. et al., 1981, *ApJ*, 245, 357
 Zaritsky D., Kennicutt R. C., Huchra J. P., 1994, *ApJ*, 420, 87
 Zhang Y. et al., 2004, *MNRAS*, 351, 395
 Zhang Z. T., Liang Y. C., Hammer F., 2013, *MNRAS*, 430, 2605

12 Citações

Citações do artigo: 2017MNRAS.467.1507C

1. Interrogating Seyferts with NebulaBayes: Spatially Probing the Narrow-line Region Radiation Fields and Chemical Abundances 2018ApJ...856...89T

2. Quantifying Feedback from Narrow Line Region Outflows in Nearby Active Galaxies. I. Spatially Resolved Mass Outflow Rates for the Seyfert 2 Galaxy Markarian 573 2018ApJ...856...46R

3. New quantitative nitrogen abundance estimations in a sample of Seyfert 2 active galactic nuclei 2017MNRAS.468L.113D