

Universidade do Vale do Paraíba  
Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento - IP&D  
Programa de Pós Graduação em Física e Astronomia

Celso Benedito de Oliveira Junior

**ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS EM GALÁXIAS LINER**

**CHEMICAL ABUNDANCES IN LINER GALAXIES**

São José dos Campos, SP

2023

Celso Benedito de Oliveira Junior

## **ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS EM GALÁXIAS LINER**

Tese de Doutorado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, como parte do processo de avaliação para a obtenção do título de Doutor em Física e Astronomia.  
Orientadora: Dra. Ângela Cristina Krabbe

São José dos Campos, SP

2023

**TERMO DE AUTORIZAÇÃO DE DIVULGAÇÃO DA OBRA**

**Ficha catalográfica**

Oliveira Junior, Celso Benedito de  
Abundâncias químicas em galáxias Liner / Celso Benedito de  
Oliveira Junior; orientadora, Ângela Cristina Krabbe. - São José  
dos Campos, SP, 2023.  
1 CD-ROM, 95 p.

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

Inclui referências

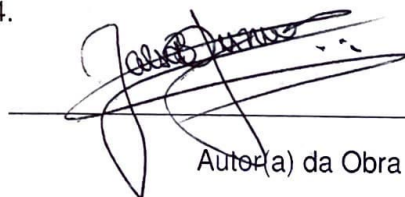
1. Física e Astronomia. 2. AGNs. 3. LINERs. 4. Calibradores.  
I. Krabbe, Ângela Cristina, orient. II. Universidade do Vale do  
Paraíba. Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia. III.  
Título.

Eu, Celso Benedito de Oliveira Junior, 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, 19 de Fevereiro de 2024.

  
\_\_\_\_\_  
Autor(a) da Obra

Data da defesa: 28 / 09 / 2023

---

**CELSO BENEDITO DE OLIVEIRA JUNIOR**

**“ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS EM GALÁXIAS LINER.”**

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. Dr. Oli Luiz Dors Junior	<i>Oli Luiz Dors Junior</i>
Prof. <sup>a</sup> Dr. <sup>a</sup> Angela Cristina Krabbe	<i>Angela C. Krabbe</i>
Prof. Dr. Irapuan Rodrigues de O. Filho	<i>Irapuan Rodrigues</i>
Prof. Dr. Rogemar André Riffel - UFSM	<i>Rogemar A. Riffel</i>
Prof. <sup>a</sup> Dr. <sup>a</sup> Denise Rocha Gonçalves - UFRJ	<i>Denise Rocha Gonçalves</i>

Prof.<sup>a</sup> Dr.<sup>a</sup> Lúcia Vieira

Diretora do IP&D – Univap

São José dos Campos, 28 de setembro de 2023.

## AGRADECIMENTOS

Agradeço à:

Deus, minha maior riqueza sem a qual eu nada seria.

Meus pais, que me possibilitaram sempre alcançar meus objetivos me ajudando incondicionalmente.

Dayane, parte importante da minha vida e que acompanhou toda minha trajetória acadêmica desde a graduação até o momento.

Daniela, grande amiga que fiz no mestrado e que me ajudou em todos os momentos desde então.

Giovana pelas risadas e conversas profundas sobre a vida nos finais de tarde.

Amigas do IP&D: Gabriele e Carol pelas intensas conversas, risadas e cafés. Em tão pouco tempo se tornaram fundamentais nos meus dias.

Amigos e colegas que estiveram comigo desde a Licenciatura em Matemática: Arthur, Lucas, Felipe, Jaqueline. Cabe também estender os agradecimentos aos professores Carlos, Ligia e por óbvio ao professor Paulo, pessoas fundamentais que me incentivaram nessa jornada e também aos demais professores do IFSP, local onde passei os melhores momentos da vida acadêmica.

Igor Zinchenko que tão solícitamente me recepcionou em Munique durante o estágio de doutorado sanduíche e que desde o mestrado tem contribuído significativamente para os trabalhos desenvolvidos.

Meus orientadores: Prof<sup>a</sup>. Ângela, que desde o mestrado mostrou paciência em me orientar e ao prof. Oli que sempre aconselhou e deu dicas valiosas, sem as quais todo o trabalho teria sido muito mais árduo. Aproveito e estendo os agradecimentos a todos os funcionários da UNIVAP que me ajudaram direta ou indiretamente a concluir o Doutorado.

Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES) e à Fundação Valeparaibana de Ensino (FVE).

Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo, FAPESP, pelo apoio financeiro e institucional no processo de número nº 2019/11934-0.

## RESUMO

Determinações de abundâncias químicas em galáxias são essenciais para o estudo da evolução química destes objetos, e, conseqüentemente, do próprio Universo. O método amplamente aceito para tal estudo é o chamado método- $T_e$ , ou método direto. Tal método utiliza os valores de temperatura eletrônica do gás, obtido por meio das linhas aurorais, para derivar a metalicidade do objeto. Ocorre que as linhas aurorais são de difícil medição, uma vez que podem ser até 100 vezes menos intensas do que linhas  $H\beta$ , por exemplo, o que dificulta ou até mesmo impossibilita o uso deste método. Quando não é possível a aplicação do método direto, pode-se empregar o chamado método indireto (ou calibrações) para estimar a metalicidade de determinado objeto. Existem na literatura inúmeros calibradores para regiões de formação estelar e alguns poucos destinados aos núcleos Seyfert 2. Por outro lado, nenhum calibrador de metalicidade é encontrado para núcleos de baixa ionização: os chamados LINERs (*Low Ionization Nuclear Emission Regions*). Isso pode ser em decorrência da incerteza quanto a fonte ionizante destes objetos. Apesar de comuns no Universo próximo, ocorrendo em cerca de 1/3 das galáxias de baixo *redshift*, as LINERs ainda são alvo de intenso debate quanto sua fonte ionizante. Neste trabalho, empregamos dados do *survey* MaNGA (*Mapping Nearby Galaxies At Apache Observatory*), compreendendo espectroscopia de campo integral no espectro ótico. Através dos dados observacionais de 43 LINERs e de modelos de fotoionização construídos utilizando o código CLOUDY, derivamos duas calibrações para determinação de metalicidade em núcleos LINER, empregando os índices  $N2$  e  $O3N2$ . Nossos resultados mostram que a abundância das LINERs analisadas variam entre  $8.48 \leq 12 + \log(O/H) \leq 8.84$ . Adicionalmente, estimamos a metalicidade destes núcleos LINERs através do método de extrapolação do gradiente radial de metalicidade, obtendo boa concordância entre os valores obtidos por este método e pelas calibrações propostas. Ainda, por meio dos modelos construídos foi possível derivar uma calibração para determinação do parâmetro de ionização e a razão de linha  $[O III]/[O II]$ . Também por meio de modelos de fotoionização detalhados pode-se derivar a abundância de nitrogênio destes núcleos variando entre  $7.6 \leq 12 + \log(N/H) \leq 8.5$  e, ainda, derivou-se uma calibração relacionando a abundância de oxigênio e a abundância de nitrogênio em núcleos LINERs.

**Palavras-chave:** AGNs; LINERs; abundância química; calibradores.

# ABSTRACT

Determinations of chemical abundances in galaxies are essential for the study of the chemical evolution of these objects, and, consequently, of the Universe itself. The widely accepted method for such a study is the so-called  $T_e$ -method, or direct method. This method uses the electronic temperature values of the gas, obtained through the auroral lines, to derive the metallicity of the object. It turns out that auroral lines are difficult to measure since they can be up to 100 times less intense than  $H\beta$  lines, for example, which makes it difficult or even impossible to use this method. When it is not possible to apply the direct method, the so-called indirect method (or calibrations) can be used to estimate the metallicity of a given object. There are several calibrators in the literature for star formation regions and a few for Seyfert 2 nuclei. On the other hand, no metallicity calibrator is found for low ionization nuclei: the so-called LINERs (*Low Ionization Nuclear Emission Regions*). This may be due to reflection on the ionizing source of these objects. Although common in the nearby Universe, occurring in about 1/3 of low *redshift* galaxies, LINERs are still the subject of intense debate as to their ionizing source. In this work, we use data from the *survey* MaNGA (*Mapping Near Galaxies At Apache Observatory*), comprising integral field spectroscopy in the optical spectrum. Using the observational data of 43 LINERs and photoionization models constructed using the CLOUDY code, we derived two calibrations for metallicity coding in LINER nuclei, using the indices  $N2$  and  $O3N2$ . Our results show that the LINER abundance changed between  $8.48 \leq 12 + \log(O/H) \leq 8.84$ . Furthermore, we estimated the metallicity of these LINER cores through the radial metallicity gradient extrapolation method, obtaining good agreement between the values obtained by this method and by the proposed calibrations. Still, through the built models it was possible to derive a calibration for the ionization parameter and the line ratio  $[O\ III]/[O\ II]$ . Also, through detailed photoionization models, it was possible to derive the nitrogen abundance of these nuclei varying between  $7.6 \leq 12 + \log(N/H) \leq 8.5$  and, we also could derive a calibration relating oxygen abundance and nitrogen abundance in LINER nuclei.

**Keywords:** AGNs; LINERs; chemical abundance; calibrators.

## LISTA DE ILUSTRAÇÕES

Figura 1 – Sequência de Hubble . . . . .	13
Figura 2 – Espectros de galáxias . . . . .	14
Figura 3 – Modelo Unificado . . . . .	15
Figura 4 – Imagens de galáxias hospedeiras de AGNs . . . . .	17
Figura 5 – Espectro observado de galáxias . . . . .	17
Figura 6 – Espectro da região nuclear da galáxia UGC 4805 . . . . .	20
Figura 7 – Espectro da região central de 30 Doradus. . . . .	21
Figura 8 – Exemplo de binning do fluxo de $H\beta$ . . . . .	26
Figura 9 – Diagramas diagnósticos BPT e WHAN . . . . .	28
Figura 10 – Diagramas BPT e WHAN considerando o fluxo integrado na região nuclear delimitada de diâmetro de 2kpc. . . . .	28
Figura 11 – Mapa deprojetado e gradientes radiais de metalicidade . . . . .	34
Figura 12 – Modelos de fotoionização considerando o índice $N2$ . . . . .	35
Figura 13 – Modelos de fotoionização considerando o índice $O3N2$ . . . . .	36
Figura 14 – Comparação entre O/H e os índices $N2$ e $O3N2$ . . . . .	37
Figura 15 – Ajuste linear das calibrações de metalicidade obtido a partir do método ODR . . . . .	37
Figura 16 – Ajuste linear da calibração de $\log U$ . . . . .	38
Figura 17 – Comparação entre O/H obtido por extrapolação e pelas calibrações propostas . . . . .	39
Figura 18 – Comparação entre O/H derivado pela calibração $N2$ e $O3N2$ . . . . .	39
Figura 19 – Exemplo de modelos de fotoionização . . . . .	43
Figura 20 – Comparação entre as intensidades de linhas observadas e previstas pelos modelos . . . . .	44
Figura 21 – Histogramas contendo a distribuição de O/H e N/H . . . . .	49
Figura 22 – $\log(N/O)$ versus $12+\log(O/H)$ . . . . .	50
Figura 23 – $\log(N/H)$ versus $\log(O/H)$ . . . . .	51

## LISTA DE TABELAS

Tabela 1 – Identificação e alguns parâmetros dos objetos analisados . . . . .	29
Tabela 2 – Intensidade das linhas de emissão . . . . .	30
Tabela 3 – Quadro resumo com O/H derivado através das calibrações propostas, O/H derivado através da extrapolação e do parâmetro de ionização . . . . .	40
Tabela 4 – Intensidade das linhas de emissão observadas e previstas pelos modelos . . .	45
Tabela 5 – Valores dos parâmetros nebulares obtidos pelos modelos. . . . .	46
Tabela 6 – Quadro resumo comparativo entre valores de O/H e N/O derivados em diversos trabalhos . . . . .	50

## LISTA DE ABREVIACOES E SIGLAS

AGN	<i>Active Galactic Nuclei</i>
BNSM	Buraco Negro Supermassivo
LINER	<i>Low Ionization Nuclear Emission Region</i>
BLR	<i>Broad Line Region</i>
NLR	<i>Narrow Line Region</i>
MaNGA	<i>Mapping Nearby Galaxies at Apache Observatory</i>
IFU	<i>Integral Field Unit</i>
FWHM	<i>Full Width at Half Maximum</i>

# Sumário

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>12</b>
1.1	Classificação espectral de galáxias	13
1.2	Núcleos Ativos de Galáxias	14
1.2.1	Classificação dos AGNs	15
1.2.1.1	Quasares	16
1.2.1.2	Seyferts	16
1.2.1.3	Rádio-galáxias	16
1.2.2	LINERs	17
1.3	Determinação de abundância química em galáxias	20
1.3.1	Método direto	20
1.3.2	Métodos indiretos	22
1.4	Motivação	23
1.5	Objetivos	24
<b>2</b>	<b>Dados</b>	<b>25</b>
2.1	MaNGA	25
2.1.1	Correção por avermelhamento	25
2.2	Seleção da amostra	26
<b>3</b>	<b>Abundância de Oxigênio</b>	<b>31</b>
3.1	Modelos de fotoionização	31
3.2	Resultados e Discussões	32
3.2.1	Estimativa de O/H por meio de extrapolação do gradiente radial de metalicidade	32
3.2.2	Modelos de fotoionização	33
3.2.2.1	Proposta de calibradores	34
<b>4</b>	<b>Abundância de Nitrogênio</b>	<b>41</b>
4.1	Modelos de fotoionização	41
4.2	Resultados e Discussões	43
4.2.1	Estimativa de incertezas das abundâncias N/H e O/H	43
4.2.2	Influência da variação de densidade eletrônica nas abundâncias N/H e O/H	45
4.2.3	Influência de poeira nas abundâncias N/H e O/H	47
4.2.4	Abundância de nitrogênio e oxigênio	48
<b>5</b>	<b>Conclusões e Perspectivas futuras</b>	<b>52</b>

**REFERÊNCIAS** ..... 54

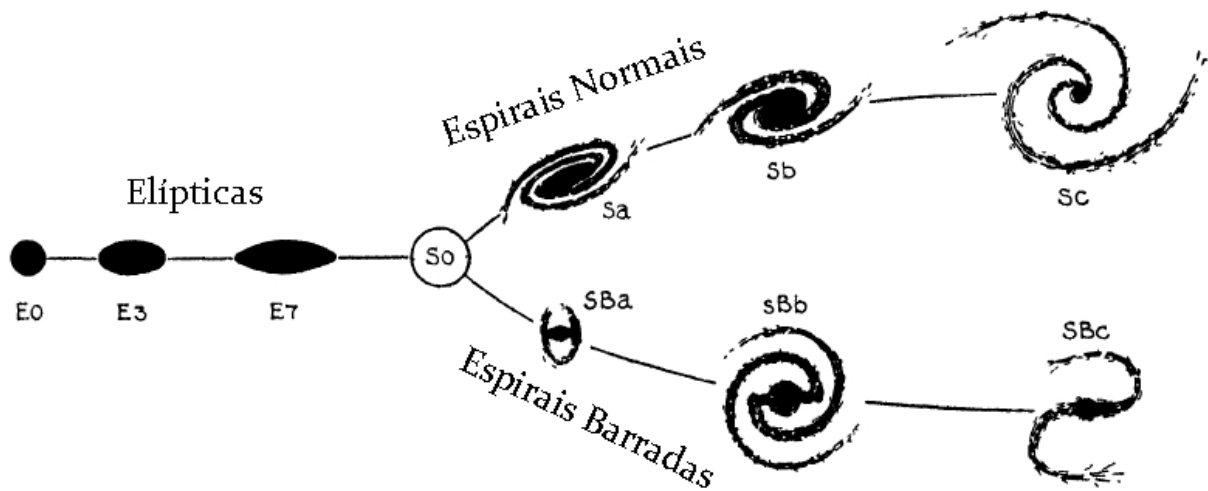
**Apêndices** 63

# 1 Introdução

No século XVIII, astrônomos observaram a existência de objetos difusos no céu que foram denominados nebulosas. Por volta de 1755, Immanuel Kant, seguindo as ideias originais de Thomas Wright, sugeriu que tais nebulosas eram sistemas estelares com tamanhos similares ao da Via Láctea. De acordo com Kant, uma vez que a Galáxia tivesse dimensões finitas, estas nebulosas poderiam ser objetos distantes, formando outros sistemas, externos à Galáxia. Até os anos de 1920 o tema ainda era fonte de debate entre os astrônomos, especialmente acerca da natureza destes objetos e se estes eram parte ou não da Via Láctea (Filho; Saraiva, 2004). Harlow Shapley, por exemplo, defendia que as nebulosas eram objetos pequenos e que faziam parte da Galáxia, enquanto Heber Curtis, por outro lado, defendia posição contrária, sugerindo que as nebulosas eram de fato objetos extragalácticos. Foi somente em 1925 que Edwin Hubble estimou a distância da nebulosa M31 (galáxia Andrômeda) utilizando variáveis Cefeidas. Por meio de seu estudo, Hubble concluiu que as nebulosas eram de fato objetos externos à Via Láctea e formavam sistemas estelares independentes.

As galáxias são sistemas gravitacionalmente ligados, compostos por matéria bariônica (estrelas, poeira, gás) e matéria escura. Hubble também sugeriu um sistema de classificação de galáxias, de acordo com sua morfologia, chamada Sequência de Hubble (Hubble, 1936). De acordo com essa classificação, os objetos podem ser divididos em três grupos: Elípticas (E) e Espirais (S) e Irregulares (I). As galáxias elípticas são subclassificadas de acordo com sua elipticidade, sendo os de índice E0 objetos mais circulares e os de maiores índices (por exemplo E7 da Figura 1 objetos mais achatados). Por sua vez, as galáxias espirais consistem em objetos compostos por um disco com braços espirais e um bojo central. As espirais são subdivididas em duas classes: Espirais normais (S) e espirais barradas (SB), sendo cada uma dessas subclasses divididas de acordo com a razão entre o brilho do bojo e do disco, sendo denotadas pelos índices a, b, c (Schneider, 2014). As galáxias irregulares (I) são os objetos disformes, que não podem ser classificados como espirais ou elípticas. Na Figura 1 um esquema de representação da Sequência de Hubble é mostrado.

Figura 1 – Sequência de Hubble para classificação de galáxias de acordo com a morfologia destas.



Fonte: Filho e Saraiva (2004)

### 1.1 Classificação espectral de galáxias

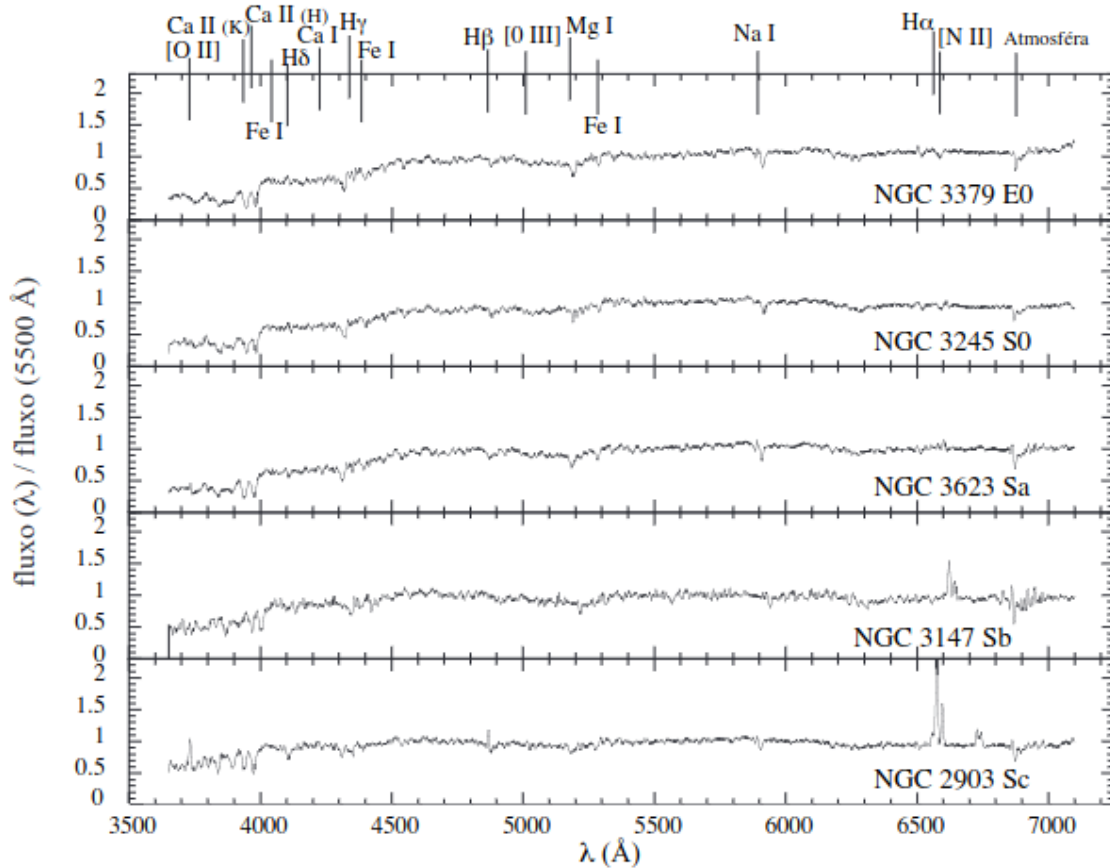
A classificação espectral de galáxias pode fornecer informações importantes quanto à formação e população estelar destes objetos. Humason (1936) propôs o primeiro sistema de classificação de galáxias de acordo com o tipo espectral observado em estrelas (Lima, 2022). Desta forma, o sistema criado por Humason utilizava notação espectroscópica semelhante à notação empregada em estrelas, sendo possível concluir que galáxias elípticas têm espectro dominado por estrelas velhas, vermelhas e de baixa massa, enquanto as galáxias espirais têm espectro dominado por estrelas jovens, azuis e mais massivas.

A partir da análise do espectro, pode-se dividir as galáxias em dois grandes grupos: (i) Galáxias dominadas por linhas de absorção: Em geral as galáxias elípticas e as lenticulares não apresentam formação estelar e são compostas essencialmente por estrelas velhas. Consequentemente o espectro destes objetos possuem fortes linhas de absorção produzidas nas atmosferas das estrelas frias e gigantes, como por exemplo, Ca II K  $\lambda$  3933, Mg<sub>b</sub>  $\lambda$  5175, dentre outras. (ii) Galáxias dominadas por linhas de emissão: galáxias com formação estelar, espirais e irregulares ricas em gás, têm grandes números de estrelas quentes e massivas, do tipo OB. Estas estrelas são responsáveis pela fotoionização do gás dessas galáxias, responsável pelas linhas de emissão observadas (Lima, 2022).

A Figura 2 mostra o espectro de diferentes objetos com suas respectivas classificações morfológicas. É possível notar a correspondência entre os espectros observados e a classificação no sentido de que galáxias elípticas tendem a apresentar espectros com fortes linhas de absorção, enquanto galáxias espirais tendem a apresentar fortes linhas de emissão em seus espectros, além

de linhas de absorção.

Figura 2 – Espectros observados de diferentes galáxias com diferentes classificações na Sequência de Hubble.



Fonte: Adaptado de Lima (2022)

Algumas galáxias apresentam alta taxa de formação estelar, sendo denominadas galáxias *Starburst*. De acordo com Gallego et al. (1995) e Conselice (2000), provavelmente todas as galáxias passam por uma fase *Starburst* em algum momento de sua evolução. Essa fase tem curta duração de tempo, em geral  $10^6$  anos, período em que a taxa de formação estelar é cerca de 1000 vezes a taxa de formação estelar das galáxias não *Starburst* (Licquia; Newman, 2015). Os espectros das galáxias *Starburst* se assemelham aos espectros observados em núcleos ativos de galáxias (AGN - Active Galactic Nucleus), isto é, são dominados por fortes linhas de emissão. Entretanto, enquanto em galáxias com núcleo ativo as linhas de emissão observadas são oriundas da ionização causada pelo AGN, nas *Starburst* o gás é fotoionizado essencialmente por estrelas jovens e massivas (Lima, 2022).

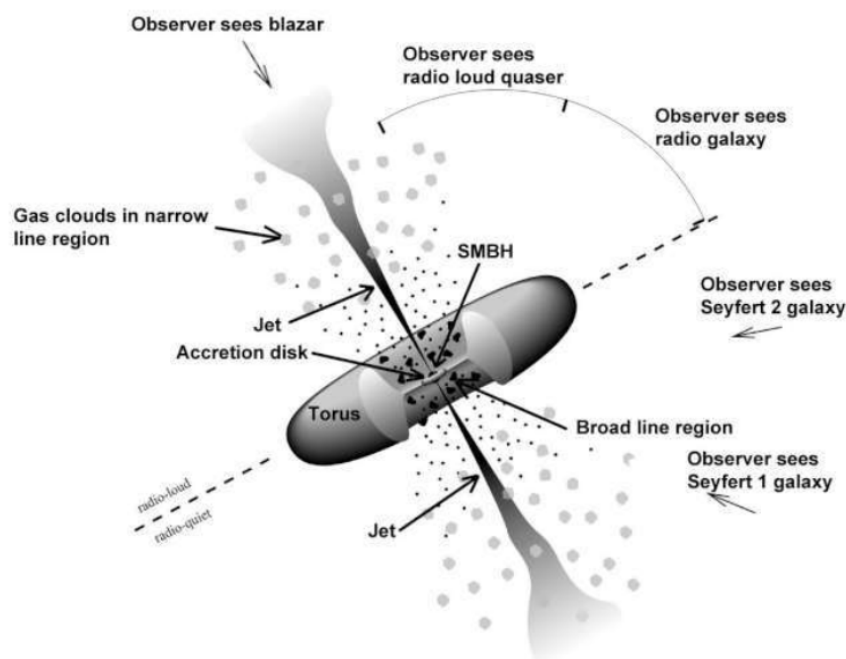
## 1.2 Núcleos Ativos de Galáxias

As galáxias com núcleo ativo têm intensa emissão de radiação na região central, a qual não é causada apenas por atividade estelar, mas também pela presença de um núcleo ativo.

De acordo com [Antonucci e Miller \(1985\)](#), [Antonucci \(1993\)](#), a intensa emissão observada na região nuclear, muitas vezes com altas taxas de emissão em comprimentos de onda raios-x e gama ([Schneider, 2014](#)) destes objetos, é causada pela acreção de matéria por um buraco negro supermassivo (BNSM), responsável por transformar energia potencial gravitacional em energia luminosa, térmica e cinética.

O chamado Modelo Unificado consiste de um BNSM central, acretando matéria do chamado disco de acreção. Ao redor deste disco um toroide de poeira e gás toma lugar. Na região externa desse toroide existe a Região de Linhas Estreitas (NLR - *Narrow Line Region*), onde são produzidas as linhas de emissão estreitas por nuvens de gás ionizado de baixa densidade eletrônica ( $10^2$  a  $10^6$   $\text{cm}^{-3}$ ), com velocidade do gás da ordem de centenas de km/s. Interno ao toroide de gás e poeira, existe a Região de linhas largas (BLR - *Broad Line Regions*), onde são produzidas as linhas largas por nuvens de gás com velocidades de milhares de km/s, com densidade eletrônica do gás ionizado superior a  $10^9$   $\text{cm}^{-3}$  ([Peterson, 1997](#)). A representação do modelo unificado é apresentada na Figura 3.

Figura 3 – Modelo Unificado AGN



Fonte: [FERMI \(2016\)](#)

### 1.2.1 Classificação dos AGNs

De acordo com [Schneider \(2014\)](#), um grande número de objetos são classificados como AGNs, uma vez que todos têm em comum uma forte emissão não termal em seus núcleos, sendo subclassificados em diferentes grupos. A classificação destes objetos em distintos grupos não se dá necessariamente por fatores físicos, mas sim devido a aparência destes AGNs, dependendo fortemente da orientação da fonte com relação a linha de visada do observador. Isso ocorre pois,

dependendo da posição com que observa-se o AGN, o toroide pode obscurecer a BLR. Desta forma, pode-se classificar os AGNs em diferentes classes, tais como Seyfert, Rádio-Galáxias, Quasares e *Low Ionization Nuclear Emission Regions* (LINERs). As seções a seguir destinam-se a breve apresentação das principais características das três primeiras classes de AGN, enquanto as LINERs, por serem objeto de análise desta tese, são melhores detalhadas na seção 1.2.2.

#### 1.2.1.1 Quasares

Os *Quasi-stellar radio source*, ou simplesmente Quasares, são os objetos mais luminosos e distantes observados no Universo, com *redshift* maiores que 7. Sua luminosidade bolométrica típica varia entre  $10^{45} - 10^{48}$  erg/s (Woo; Urry, 2002).

#### 1.2.1.2 Seyferts

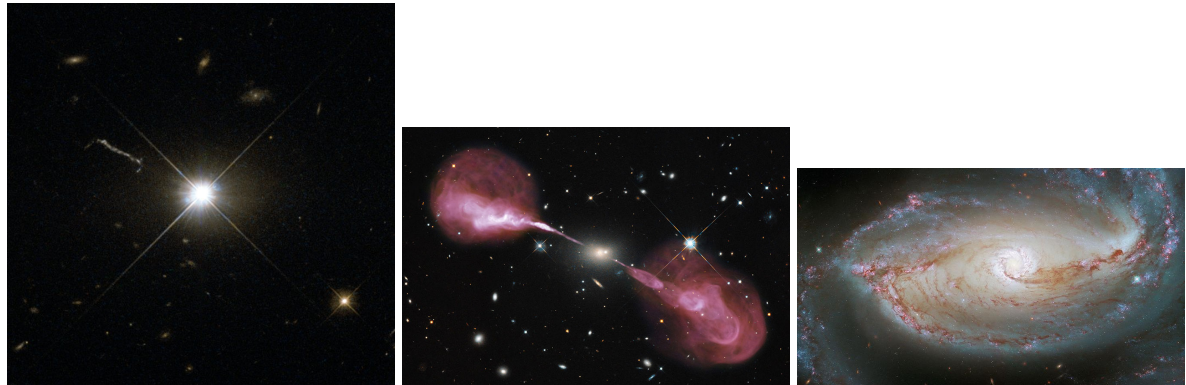
O estudo destes objetos começou com o trabalho de Seyfert (1943), ao analisar seis galáxias com intensas linhas de emissão observadas em seus espectros. Os núcleos Seyfert estão presentes em cerca de 0.1% das galáxias de campo, sendo cerca de 90% delas espirais de tipo Sb ou SBb (Lima, 2022). Sua luminosidade varia entre  $10^{42} - 10^{45}$  erg/s (Woo; Urry, 2002) e, assim como os demais AGNs, podem ser subclassificados entre Seyferts tipo 1 e tipo 2, sendo as primeiras caracterizadas por linhas de emissão alargadas enquanto as últimas apresentam linhas de emissão estreitas. A largura a meia altura (FWHM - *Full Width Half Maximum*) em objetos do tipo 1 é da ordem de 5000 km/s enquanto em objetos do tipo 2 é da ordem de centenas de km/s (Rodriguez-Pascual et al., 1997).

#### 1.2.1.3 Rádio-galáxias

Schneider (2014) define esses objetos como galáxias elípticas com um AGN. São objetos cuja principal característica é a forte emissão em comprimentos de onda de rádio, sendo frequentemente observados lóbulos emissores de rádio em cada lado da galáxia, com comprimentos de até 6 Mpc. Tais jatos conectam-se ao núcleo por um jato colimado de matéria.

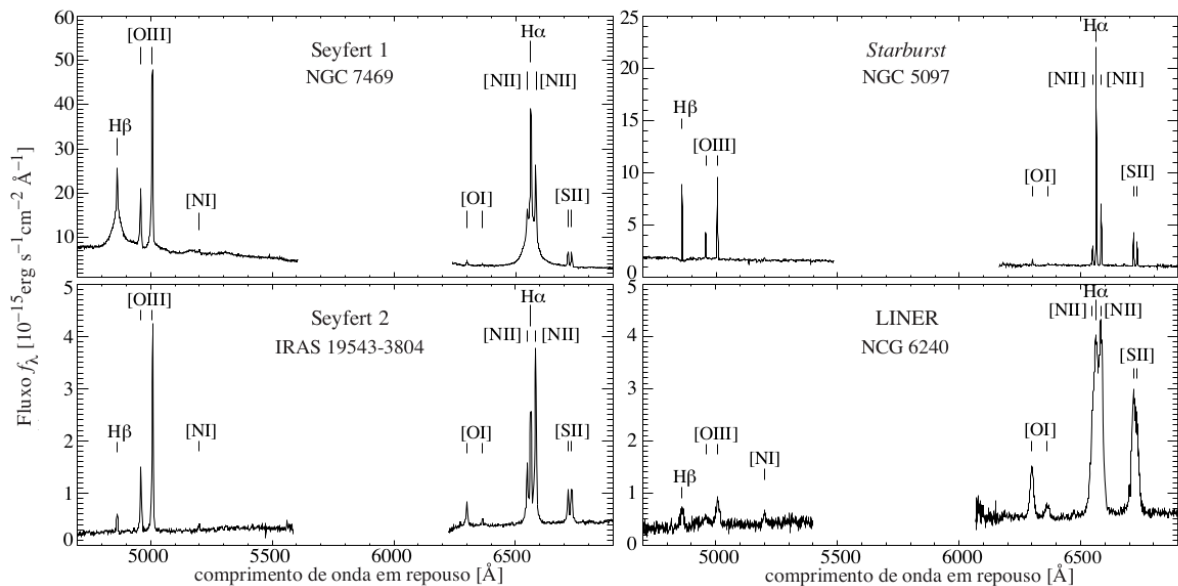
A Figura 4 apresenta imagens de galáxias classificadas como Seyfert, Rádio-galáxia e quasar, enquanto a Figura 5 mostra os espectros observados para objetos classificados conforme descrito. Pode-se observar a diferença entre as larguras das linhas de emissão da Seyfert 1, mais largas, e as linhas emitidas pela Seyfert 2, estreitas.

Figura 4 – Imagem observada no óptico. Pannel esquerdo: Quasar 3C273. Pannel intermediário: Rádio galáxia 3C348. Pannel direito: Galáxia Seyfert NGC 7172.



Fonte: NASA (2023)

Figura 5 – Espectros ópticos típicos de galáxias AGNs e starburst.



Fonte: Adaptada de Lima (2022)

### 1.2.2 LINERs

LINERs são núcleos de galáxias cujo espectro apresenta intensas linhas de emissão de baixa ionização, além de serem regiões de baixa luminosidade ( $10^{39} - 10^{42}$  ergs/s). O estudo desses objetos teve início com Heckman (1980) ao analisar uma amostra de 88 galáxias, cuja seleção se deu por dois critérios, a saber: O primeiro critério refere-se a magnitude dos objetos. Selecionou-se como magnitude de corte o índice  $B_T < 12$ . O segundo critério utilizado teve por objetivo facilitar as observações que seriam feitas com o VLA (*Very Large Array*) e, portanto, foram observadas apenas galáxias com  $\delta > 40^\circ$ .

Foram realizadas observações tanto no óptico quanto em rádio. As observações no óptico foram realizadas no *Intensified Image Dissector Scanner* acoplado ao telescópio de 2.1m *Kitt Peak National Observatory*. Espectros no azul (3 500 Å a 5 300 Å) foram obtidos para

quase todos os núcleos da amostra; oito galáxias cujos núcleos não eram bem definidos não puderam ser observadas nessa banda do espectro óptico. Já no vermelho (5 100 Å a 6 900 Å), foram obtidos espectros para 22 núcleos com linhas de emissão detectáveis. Heckman (1980) definiu os núcleos LINERs como sendo objetos em que a intensidade de  $[\text{O II}]\lambda 3727$  é um pouco mais forte que a intensidade de  $[\text{O III}]\lambda 5007$ , e a intensidade de  $[\text{O I}]\lambda 6300$  é ao menos um terço da intensidade de  $[\text{O III}]\lambda 5007$ . Tal definição arbitrária foi feita comparando-se os espectros dos núcleos LINERs com espectro típico de galáxias Seyfert.

De acordo com Ho (2008), as LINERs são os AGNs de mais baixa luminosidade, cerca de  $10^{39} - 10^{42}$  erg/s e aparecem em cerca de um terço das galáxias do universo próximo (Netzer, 2013). A fonte de ionização desses objetos ainda é alvo de debate e diferentes mecanismos têm sido propostos. Quando Heckman (1980) iniciou os estudos dessa classe de galáxias, propôs que sua ionização se dava por meio de ondas de choque. Três anos mais tarde, os trabalhos de Halpern e Steiner (1983) e Ferland e Netzer (1983) propuseram que as LINERs poderiam ser ionizadas a partir de um AGN. Nestes trabalhos as razões entre as linhas de emissão das LINERs foram reproduzidas através de modelos de fotoionização com parâmetros de ionização<sup>1</sup> menores que os encontrados em galáxias Seyfert.

Ainda tentando explicar os mecanismos de ionização das LINERs, Terlevich e Melnick (1985) e Shields (1992) propuseram uma nova explicação para este fenômeno. Nesta, as LINERs teriam como fonte ionizante estrelas quentes e *starbursts*<sup>2</sup>. Dopita et al. (1996) aprimorou e reafirmou aquilo que já havia sido dito por Heckman (1980), isto é, a fonte ionizante é de fato ondas de choque. Binette et al. (1994) e Taniguchi et al. (2000) propuseram que as LINERs são ionizadas por atividade estelar, entretanto estrelas velhas que saíram do ramo assintótico das gigantes, as pós-AGB<sup>3</sup> seriam as responsáveis pela ionização das LINERs. Para chegar a essa conclusão foram considerados modelos de fotoionização assumindo estrelas pós-AGB.

Winkler (2014) propôs que esses objetos podem ter, na verdade, ionização composta. De fato, a mesma explicação foi proposta pelos trabalhos de Yan e Blanton (2012), Singh et al. (2013) e Bremer et al. (2013). Além disso, esses autores encontraram objetos com emissão tipo LINER estendida para além da região nuclear, ou seja, regiões no disco das galáxias com intensidades de razões de linhas similares às emissões tipo LINER. Yan e Blanton (2012) concluíram que um AGN não é a fonte ionizante predominante das LINERs analisadas, uma vez que, por meio de modelos considerando distribuições estelares p-AGB, as intensidades das razões de linhas observadas eram bem reproduzidas. Todavia, o parâmetro de ionização produzido considerando-se estrelas fica aquém do valor calculado, sendo necessário uma população estelar maior do que a estimada ou uma fonte secundária de ionização. Já Singh et al. (2013), ao analisarem dados da galáxia NGC 5850, encontraram que provavelmente a emissão LINER

<sup>1</sup> Grandeza definida como a razão entre densidade de fótons ionizantes e a densidade de átomos de hidrogênio.

<sup>2</sup> Galáxias com intenso processo de formação estelar.

<sup>3</sup> Estágio evolutivo de estrelas com massa de até  $8 M_{\odot}$ . Período anterior à evolução para nebulosa planetária. Essa fase evolutiva pode durar de 1000 a 10000 anos.

estendida observada na galáxia é causada por estrelas p-AGB. Todavia, os cálculos de luminosidade bolométrica não excluem a presença de um AGN fraco, impossibilitando o descarte dessa hipótese, levando os autores à conclusão de uma ionização composta do gás.

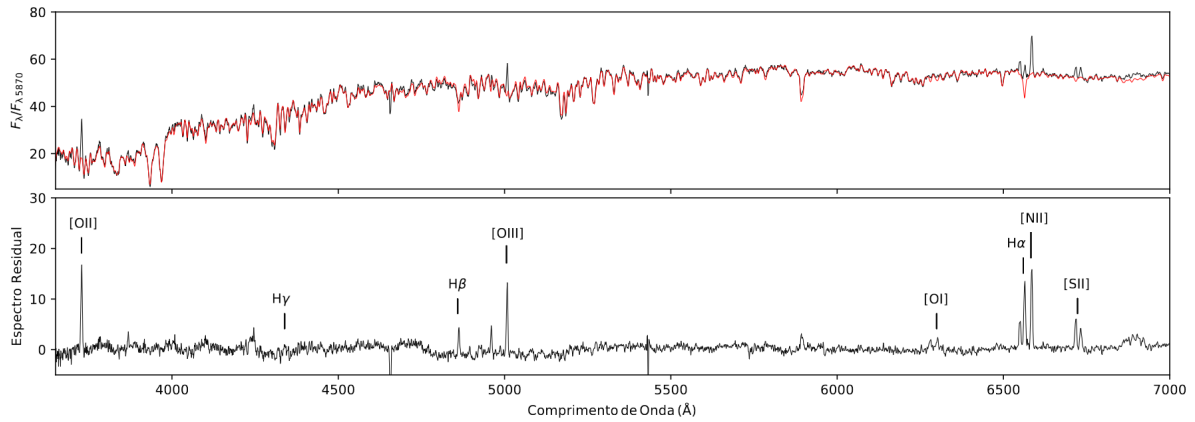
Ainda, Ricci et al. (2014a, 2014b, 2015) estudaram através da Análise de Componentes Principais (PCA, *Principal Component Analysis*) uma amostra de dez galáxias LINERs e concluíram que seis destas tinham ionização por atividade AGN. Outras três galáxias tinham ionização devida a estrelas p-AGB e uma única galáxia tinha seu gás ionizado por ondas de choque. Belfiore et al. (2016) ao analisarem uma amostra de 646 galáxias observaram a presença de emissão tipo LIER (*low ionization emission region*) em distâncias superiores às regiões nucleares das galáxias. Esses autores identificaram duas classes distintas de galáxias com emissão LIER: a primeira apresenta emissão LINER estendida através da região central da galáxia e acompanhada por formação estelar (*central LIER - cLIER*). A segunda classe de galáxias identificada pelos autores consiste em objetos cuja emissão LIER se estende por toda a galáxia (*extended LIER - eLIER*). Através de suas análises, os autores concluíram que as emissões tipo LIER observadas se devem à fontes estelares, especialmente às estrelas p-AGB.

Molina et al. (2018) observaram espectros de três galáxias LINER com o telescópio espacial Hubble. Estes autores compararam as razões de linhas de emissão observadas em diferentes distâncias do núcleo com diferentes modelos assumindo fontes ionizantes diversas, como choques, ionização por buraco negro, fotoionização por estrelas jovens e por estrelas velhas. Por meio destes modelos e também do estudo da cinemática do gás dessas galáxias, os autores concluíram que choques por jatos ou *outflows* são os principais mecanismos de excitação do gás nas LINERs. De acordo com os autores, o modelo físico que melhor reproduziu o observado compreende em um núcleo ativo de baixa luminosidade responsável pela ionização do gás dentro de 20 pc do centro, enquanto a excitação por choques é responsável pela ionização do gás em distâncias superiores.

Krabbe et al. (2021) ao analisarem a galáxia UGC 4805 puderam reproduzir por meio de modelos de fotoionização as razões de linhas observadas. Os autores construíram modelos considerando tanto AGN quanto estrelas p-AGB com três diferentes temperaturas efetivas (50, 100 e 190 kK) como fonte ionizante, concluindo que, provavelmente, a galáxia analisada tem como principal fonte ionizante as estrelas p-AGB, uma vez que o gás ionizado é observado para além da região nuclear, mantendo-se em escalas de kpc, sugerindo uma distribuição estelar, assim como o encontrado por Belfiore et al. (2016).

Fato é que os mecanismos de ionização das galáxias LINER ainda são alvo de intensa discussão na literatura. Na Figura 6 é apresentado o espectro do núcleo da galáxia LINER UGC 4805, onde pode-se observar algumas linhas de emissão, conforme indicado.

Figura 6 – Espectro da região nuclear da galáxia UGC 4805. Painel superior: Espectro observado em preto e em vermelho é possível observar o ajuste de síntese de população estelar. Painel inferior: Espectro emitido pelo gás da UGC 4805 após a síntese estelar.



Fonte: [Krabbe et al. \(2021\)](#)

### 1.3 Determinação de abundância química em galáxias

A determinação de abundância química em galáxias é um importante instrumento para melhor compreensão da evolução desses objetos e, por conseguinte, do próprio Universo. Na seção seguinte os métodos para estimar a abundância de elementos pesados (e.g., O, N, S) em galáxias são discutidos. Devido ao oxigênio ser um elemento com linhas de emissão mais facilmente medidas no espectro ótico ([O III]  $\lambda$  3727,  $\lambda$  5007), a metalicidade é, geralmente, expressa em termos de sua abundância, isto é:  $Z \equiv 12 + \log(\text{O}/\text{H})$ . Essa definição é amplamente utilizada em estudos de formação estelar ([Tremonti et al., 2004](#); [Nagao et al., 2006](#); [Thuan et al., 2010](#)), bem como em estudos de núcleos ativos ([Storchi-Bergmann et al., 1998](#); [Groves et al., 2006](#); [Castro et al., 2017](#); [Carvalho et al., 2020](#)).

#### 1.3.1 Método direto

O Método direto, também chamado método- $T_e$ , consiste na estimativa da abundância de um elemento através das medidas de suas linhas de emissão, temperatura e densidade eletrônica do gás ([Osterbrock; Ferland, 2006](#)).

De acordo com [Osterbrock e Ferland \(2006\)](#), emprega-se a equação:

$$\frac{N(X^{+i})}{N(H^+)} = \frac{I(\lambda)}{I(H\beta)} \times \frac{\epsilon(H\beta)}{\epsilon(\lambda)} \quad (1.1)$$

em que  $N(X^{+i})$  é a abundância de um determinado íon ( $X^{+i}$ ) com relação à  $H^+$ ,  $I(\lambda)$  é a intensidade da linha de emissão do íon,  $I(H\beta)$  a intensidade da linha de emissão de  $H\beta$  e  $\epsilon(\lambda)$  o coeficiente de emissão do íon, enquanto  $\epsilon(H\beta)$  o coeficiente de emissão de  $H\beta$ .

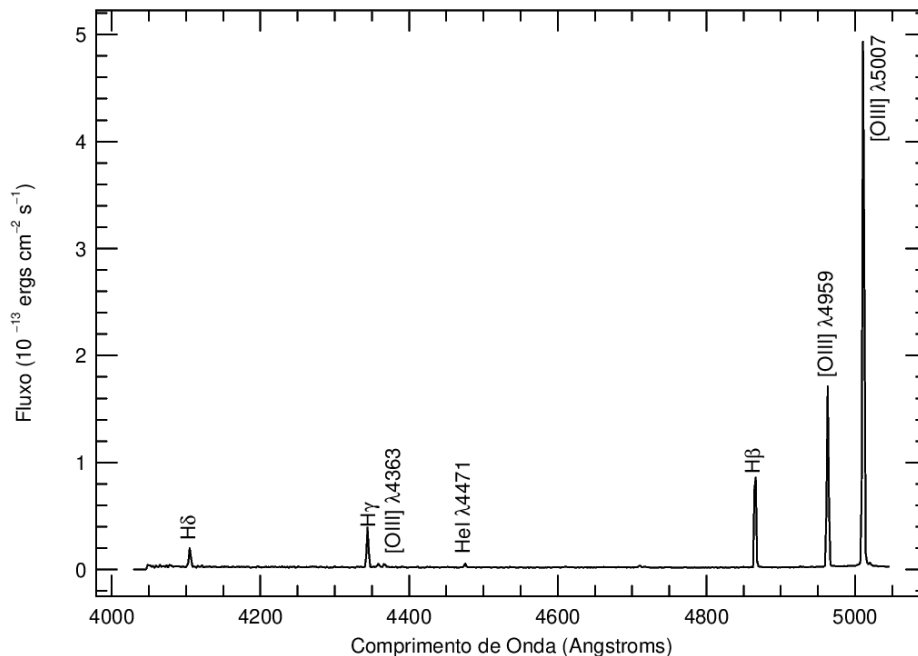
Ainda segundo [Osterbrock e Ferland \(2006\)](#), para as linhas excitadas colisionalmente, no limite de baixa densidade, o coeficiente de emissão é dado por:

$$\epsilon(\lambda) = h\nu q_{col}(\lambda) = \frac{hc}{\lambda} \times 8,63 \times 10^{-6} \times \frac{\Omega}{\omega_1} \times T_e^{-0,5} \times e^{-\chi/kT_e} \quad (1.2)$$

sendo  $h$  a constante de Planck,  $\nu$  a frequência,  $q_{col}$  a taxa de transição colisional,  $\Omega$  a força de colisão para as transições observadas,  $\omega_1$  o peso estatístico do nível inferior,  $\chi$  a energia de excitação,  $k$  a constante de Boltzmann e  $T_e$  a temperatura eletrônica.

Nota-se que o coeficiente de emissão para linhas excitadas colisionalmente depende fortemente da temperatura e, portanto, é indispensável o cálculo desta para a determinação da abundância iônica a partir de linhas de emissão proibidas. Para o cálculo da temperatura eletrônica pode-se empregar as razões de linha  $[\text{O III}](\lambda 4959 + \lambda 5007)/\lambda 4363$  e  $[\text{N II}](\lambda 6548 + \lambda 6884)/\lambda 5755$ , uma vez que as taxas relativas de excitação para o nível superior e inferior dependem fortemente da temperatura. Ocorre que as linhas  $[\text{O III}] \lambda 4363$  e  $[\text{N II}] \lambda 5755$  são geralmente muito fracas (cerca de 20 - 100 vezes mais fraca que  $\text{H}\beta$ ) em objetos de alta metalicidade e/ou baixa excitação, dificultando ou impossibilitando o cálculo da temperatura eletrônica. Para efeito de comparação, na Figura 7 é mostrado o espectro observado na região nuclear da região H II 30 Doradus, localizada na Grande Nuvem de Magalhães ([Krabbe, 2001](#)).

Figura 7 – Espectro da região central de 30 Doradus.



Fonte: [Krabbe \(2001\)](#)

Utilizando a rotina Temden do IRAF<sup>4</sup>, [Hagele et al. \(2008\)](#) deduziram funções de ajuste para determinar a temperatura eletrônica, a densidade eletrônica  $N_e$  e a abundância do gás

<sup>4</sup> *Image Reduction and Analysis Facility*, distribuído por NOAO, operado por AURA, Inc., em acordo com NSF.

ionizado. As funções para estimativa de temperaturas eletrônicas correspondentes às estruturas de ionização são designadas por  $t_3$  e  $t_2$ , para as zonas do  $O^{++}$  e  $O^+$ , respectivamente, são dadas por:

$$t_3 = 0,8254 - 0,0002415 \times R_{O_3} + \frac{47,77}{R_{O_3}} \quad (1.3)$$

e

$$t_2 = 0,23 + 0,0017 \times R_{O_2} + \frac{38,3}{R_{O_2}} \quad (1.4)$$

sendo  $R_{O_3} = [O \text{ III}](\lambda 4959 + \lambda 5007)/\lambda 4363$  e  $R_{O_2} = [O \text{ II}]\lambda 3727/(\lambda 7319 + \lambda 7330)$ . Essas funções, em unidades de  $10^4$  K, são válidas para o intervalo de 7 000 - 23 000 K.

As equações das abundâncias iônicas do oxigênio derivadas por [Hagele et al. \(2008\)](#) são dadas por:

$$12 + \log \left( \frac{O^{++}}{H^+} \right) = \log \left( \frac{I(4959) + I(5007)}{I(H\beta)} \right) + 6,144 + \frac{1,251}{t_3} - 0,55 \times \log t_3 \quad (1.5)$$

$$12 + \log \left( \frac{O^+}{H^+} \right) = \log \left( \frac{I(3727)}{I(H\beta)} \right) + 5,992 + \frac{1,583}{t_2} - 0,681 \times \log t_2 + \log(1 + 2,3n_e) \quad (1.6)$$

sendo  $n_e = 10^{-4}N_e$ .

A abundância total de oxigênio é dada pela soma das abundâncias iônicas calculadas a partir das equações 1.5 e 1.6. Nota-se então que para cálculo da abundância total de oxigênio é necessária a determinação da temperatura (assim como já evidenciado na equação 1.2) e também da densidade eletrônica. Diante da dificuldade de se determinar parâmetros essenciais para estimar a abundância de oxigênio, métodos indiretos podem ser empregados para tal estimativa. Ainda, de acordo [Dors et al. \(2015\)](#), o método direto subestima a abundância de oxigênio em  $\sim 2$  dex quando comparados os resultados obtidos via método direto e método indireto em AGNs do tipo Seyfert 2.

### 1.3.2 Métodos indiretos

Quando linhas sensíveis à temperatura não são mensuráveis (como ocorre em galáxias distantes e em objetos com baixa excitação), utiliza-se um método indireto para estimar a abundância de um dado elemento. Esse método alternativo consiste em estabelecer uma calibração entre a abundância de um determinado elemento e medidas de razões de linhas mais proeminentes no espectro. No trabalho pioneiro de [Pagel et al. \(1979\)](#) - seguindo a ideia original de [Jensen et al. \(1976\)](#) - foi proposto o primeiro calibrador para a determinação de abundância de oxigênio em regiões H II, utilizando o índice  $R_{23}$ . Desde então inúmeros trabalhos têm analisado a

abundância química nessas regiões de formação estelar e várias calibrações têm sido propostas por tais estudos, como por exemplo, [Alloin et al. \(1979\)](#), [Edmunds e Pagel \(1984\)](#), [McCall et al. \(1985\)](#), [McGaugh \(1991\)](#), [Storchi-Bergmann et al. \(1994\)](#), [Zaritsky et al. \(1994\)](#), [Denicoló et al. \(2002\)](#), [Pettini e Pagel \(2004\)](#), [Dors e Copetti \(2005\)](#), [Marino et al. \(2013\)](#) e [Pilyugin e Grebel \(2016\)](#), dentre outras.

Por outro lado, métodos indiretos para a determinação de abundância química em AGNs são mais escassos na literatura, como por exemplo, [Storchi-Bergmann et al. \(1998\)](#), [Dors et al. \(2014\)](#), [Castro et al. \(2017\)](#), [Carvalho et al. \(2020\)](#) e [Dors \(2021\)](#). Ambas as calibrações foram propostas para regiões de linhas estreitas (*Narrow Line Region* - NLRs) das galáxias tipo Seyferts 2. Em verdade, [Storchi-Bergmann et al. \(1998\)](#) testaram suas calibrações em alguns núcleos LINERs, entretanto, os valores encontrados pelos autores não convergiram para os valores derivados via método de extrapolação do gradiente radial de abundância e, por isso, as calibrações não foram consideradas aptas pelos autores à aplicação em LINERs. A calibração de linhas de emissão fortes em função da abundância de oxigênio, que é um bom traçador de metalicidade, pode ser obtida de três formas, a seguir:

- Calibração Teórica: consiste no uso de modelos de fotoionização para obtenção de uma relação entre a abundância de um elemento e uma dada razão de linha de emissão ([Kewley; Dopita, 2002](#)).
- Calibração Empírica: Utiliza-se a abundância de um dado elemento obtida pelo método direto e de razões de intensidades de linhas de emissão observadas ([Pilyugin 2001b, 2001a](#)).
- Calibração Híbrida: Consiste na utilização dos dois métodos anteriores. Assumindo para regimes de altas metalicidades os resultados preditos por modelos de fotoionização e para regimes de baixa metalicidade assume-se os resultados obtidos pelo método direto ([Pettini; Pagel, 2004](#)).

#### 1.4 Motivação

Determinar a abundância química em galáxias LINERs é especialmente complexo, uma vez que a fonte de ionização destes objetos ainda é incerta. Apesar de inúmeros trabalhos sobre LINERs estarem disponíveis, até o momento, em nenhum destes foi proposto um calibrador para a determinação de abundâncias químicas dessas galáxias. Recentemente, [Kumari et al. \(2019\)](#), utilizando dados IFU (*Integral Field Unit*) de 24 galáxias espirais próximas analisaram as diferenças na determinação de O/H utilizando três índices e propôs a utilização do diagnóstico  $O3N2$  corrigido para estimar a metalicidade de regiões de emissão de baixa ionização (LIERs).

Ainda, [Krabbe et al. \(2021\)](#) ao analisarem o núcleo da galáxia LINER UGC 4805, puderam estimar a abundância de oxigênio por meio de extrapolação do gradiente de abundância, bem como por meio de modelos de fotoionização considerando estrelas p-AGB com diferentes temperaturas e também modelos considerando AGN como fonte ionizante. Os resultados obtidos por estes autores mostram que a metalicidade estimada por todos os métodos empregados concordavam entre si, mostrando que a galáxia possui metalicidade superior à metalicidade solar ( $1.0 \leq Z/Z_{\odot} \leq 1.35$ ). Diante do exposto, estudos de abundâncias químicas de galáxias do tipo LINER são de extrema importância e, neste trabalho, propomos uma extensão das pesquisas iniciadas por [Krabbe et al. \(2021\)](#).

## 1.5 Objetivos

O objetivo principal deste trabalho é a derivação de calibradores para determinação de metalicidade em uma amostra de galáxias LINERs. Para tal, os seguintes objetivos específicos são propostos :

- Desenvolver uma metodologia para derivar a abundância de oxigênio (O/H) baseada em modelos de fotoionização e em dados observacionais de 43 LINERs obtidos pelo *survey* MaNGA (*Mapping Nearby Galaxies at APO*);
- Construir grades de modelos de fotoionização considerando estrelas p-AGB como fonte ionizante a fim de reproduzir as intensidades das razões de linhas observadas;
- Derivar a abundância de oxigênio nos objetos da amostra a partir da extrapolação do gradiente radial de metalicidade;
- Comparar as abundâncias de oxigênio dos objetos da amostra obtidas via extrapolação do gradiente de metalicidade e àqueles valores obtidos via calibrações propostas;
- Construir modelos de fotoionização individuais para todos os objetos da amostra a fim de determinar a abundância de nitrogênio em núcleos LINERs,
- Estabelecer uma relação entre abundância de nitrogênio e abundância de oxigênio para os objetos analisados a partir dos modelos de fotoionização detalhados.

Desta forma, o trabalho está estruturado da seguinte forma. No Capítulo 2, os dados observacionais utilizados, bem como método de seleção dos objetos da amostra são apresentados. No Capítulo 3, discute-se a abundância de oxigênio em núcleos LINER, apresentando-se dois calibradores semi-empíricos para tal. No Capítulo 4, é abordada a abundância de nitrogênio em LINERs, por meio de construção de modelos de fotoionização detalhados e individuais. Por fim, no Capítulo 5, as conclusões e perspectivas para trabalhos futuros são apresentadas. Nos Apêndices, os artigos publicados e submetidos pelo autor durante seu Doutorado são apresentados.

## 2 Dados

Selecionou-se 43 galáxias com emissão LINER em sua região nuclear e emissão de formação estelar (SF) em seu disco para realização desta pesquisa. Nas seções a seguir, tanto o *survey* MaNGA de onde os dados foram obtidos, bem como o método de seleção da amostra são apresentados.

### 2.1 MaNGA

Os dados utilizados neste trabalho compreendem dados IFU do projeto MaNGA (Bundy et al., 2015), com espectros no intervalo de comprimento de onda de aproximadamente 3600 – 10 000 Å. Esse *survey* catalogou cerca de 10 000 galáxias do universo próximo (*redshift* médio de  $\sim 0.03$ ) e é parte do SDSS-IV [*Sloan Digital Sky Survey*, (Blanton et al., 2017)]. Foi empregado o telescópio de 2,5 m no *Apache Point Observatory*, com resolução espacial de aproximadamente 2,5" (Smee et al., 2013; Drory et al., 2015; Wake et al., 2017).

O *survey* MaNGA aplica o DAP (*Data Analysis Pipeline*) na análise dos cubos de dados observados, a fim de produzir mapas 2D das condições físicas das galáxias (Belfiore et al., 2019; Westfall et al., 2019). O DAP aplica o código Voronoi nos cubos, considerando a banda g, para elevar a relação sinal-ruído (SNR) para no mínimo 10, produzindo novos cubos com dados binados. Nestes, empregando o código pPXF em conjunto com a biblioteca Miles, é feita a subtração da contribuição estelar dos espectros para, por meio de ajustes de gaussianas, poder-se calcular os fluxos das linhas de emissão. Para este trabalho empregou-se os dados obtidos do *Data Release* - DR15 do MaNGA (Aguado et al., 2019), mascarando-se os *spaxels* com sinal ruído  $\text{SNR} < 3$ .

#### 2.1.1 Correção por avermelhamento

O meio interestelar é composto basicamente por poeira e gás e compreende todo o espaço entre as estrelas. A maior parte do gás é composta por hidrogênio ( $\sim 90\%$ ), enquanto a poeira é essencialmente composta de grafite e silicatos. Os grãos que a compõe são microscópicos, com dimensões menores que um micrômetro e que podem causar interferências nas observações feitas pelos astrônomos. A poeira pode reduzir a quantidade de luz emitida pelo objeto. Isso ocorre devido a dois fatores: absorção e espalhamento da radiação.

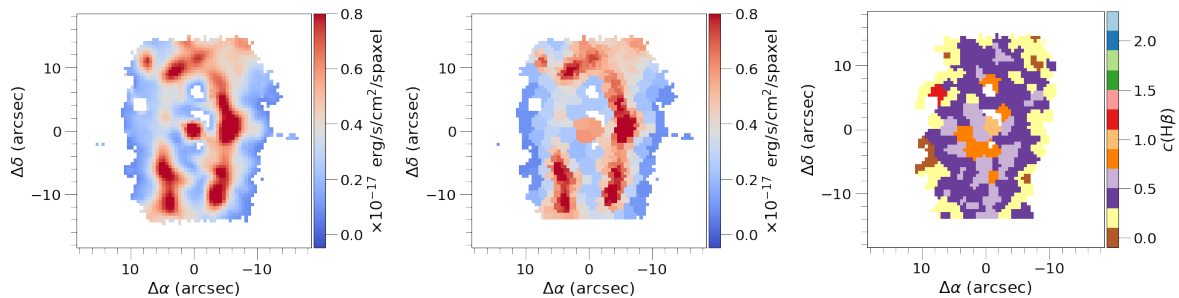
Para corrigir esse efeito nos fluxos observados, utilizou-se a relação

$$\frac{I(\lambda)}{I(H\beta)} = \frac{F(\lambda)}{F(H\beta)} \times 10^{c(H\beta)[f(\lambda) - f(H\beta)]} \quad (2.1)$$

sendo  $I(\lambda)$  a intensidade do fluxo corrigido por avermelhamento em um dado comprimento de onda,  $F(\lambda)$  a intensidade do fluxo observado,  $f(\lambda)$  a dependência da extinção com o comprimento de onda, e  $c(H\beta)$  o coeficiente de extinção interestelar.

Os efeitos de avermelhamento das linhas de emissão foram corrigidos utilizando-se a curva de extinção proposta por [Cardelli et al. \(1989\)](#) e, o valor teórico utilizado de  $H\alpha/H\beta = 2,87$ , obtido para o caso de recombinação B e temperatura eletrônica de 10 000 K no limite de baixa densidade foi obtido por ([Osterbrock; Ferland, 2006](#)). Por fim, derivou-se o coeficiente de extinção  $c(H\beta)$  e, para tal, empregou-se o algoritmo público de Voronoi ([Cappellari; Copin, 2003](#)) a fim de evitar valores negativos deste coeficiente. A Figura 8 mostra o exemplo desse processo, isto é, mostra o mapa de emissão de  $H\beta$ , o mapa Voronoi da emissão de  $H\beta$  e o mapa de coeficiente  $c(H\beta)$  derivados para a galáxia 8313-12705.

Figura 8 – Esquerda: Mapa do fluxo de  $H\beta$ . Centro: Mapa Voronoi do fluxo de  $H\beta$ . Direita: Mapa do coeficiente  $c(H\beta)$  da galáxia 8313-12705.



Fonte: [Oliveira et al. \(2022\)](#)

## 2.2 Seleção da amostra

Selecionou-se galáxias com emissão LINER na região nuclear e emissão SF ao longo do disco. Para padronizar os dados, optou-se por restringir a amostra à somente galáxias com emissão LINER e largura equivalente de  $H\alpha$  menor que 3 e maiores que  $0.5 \text{ \AA}$ . Isto é, restringiu-se a amostra a objetos cuja ionização é dada por estrelas do tipo p-AGB. A seleção da amostra seguiu os seguintes procedimentos:

- Utilizou-se o diagrama diagnóstico BPT -  $[\log([O \text{ III}]\lambda 5007/H\beta) \text{ vs. } \log([N \text{ II}]\lambda 6584/H\alpha)]$  - proposto por [Baldwin et al. \(1981\)](#) para distinguir os *spaxels* dos objetos entre regiões H II, regiões compostas e AGNs, de acordo com os critérios teórico e empírico propostos por [Kewley et al. \(2001\)](#) e [Kauffmann et al. \(2003\)](#), respectivamente. Para distinção entre Seyferts e LINERs empregou-se o critério proposto por [Cid Fernandes et al. \(2010\)](#);
- Utilizou-se o diagrama diagnóstico WHAN -  $[\log(EW_{H\alpha}) \text{ vs. } \log([N \text{ II}]\lambda 6584/H\alpha)]$  - proposto por [Cid Fernandes et al. \(2011\)](#), a fim de verificar a classificação dos *spaxels*

nucleares das galáxias classificados como LINERs no diagrama BPT. Este diagrama é útil para distinguir a fonte ionizante de acordo com o que segue:

1. Galáxias com Formação Estelar:  $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) < -0.4$  e  $\text{EW}_{\text{H}\alpha} > 3 \text{ \AA}$ .
2. AGN forte (Seyfert):  $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) > -0.4$  e  $\text{EW}_{\text{H}\alpha} > 6 \text{ \AA}$ .
3. AGN fraco:  $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) > -0.4$  e  $\text{EW}_{\text{H}\alpha}$  entre 3 e 6  $\text{ \AA}$ .
4. Galáxias Aposentadas (Retired, isto é, galáxias cuja ionização é causada por estrelas p-AGB, falsos AGNs):  $\text{EW}_{\text{H}\alpha} < 3 \text{ \AA}$ .
5. Galáxias Passivas:  $\text{EW}_{\text{H}\alpha} < 0.5 \text{ \AA}$ .

Selecionou-se os objetos em que concomitantemente o núcleo classifica-se em LINER no diagrama BPT e em Retired Galaxies (RG) no diagrama WHAN, enquanto o disco tem spaxels classificados como formação estelar em ambos os diagramas. A Figura 9 mostra a distribuição espacial dos spaxels da galáxia 8249-12704 e exemplifica a aplicação dos diagramas BPT e WHAN para a seleção da amostra.

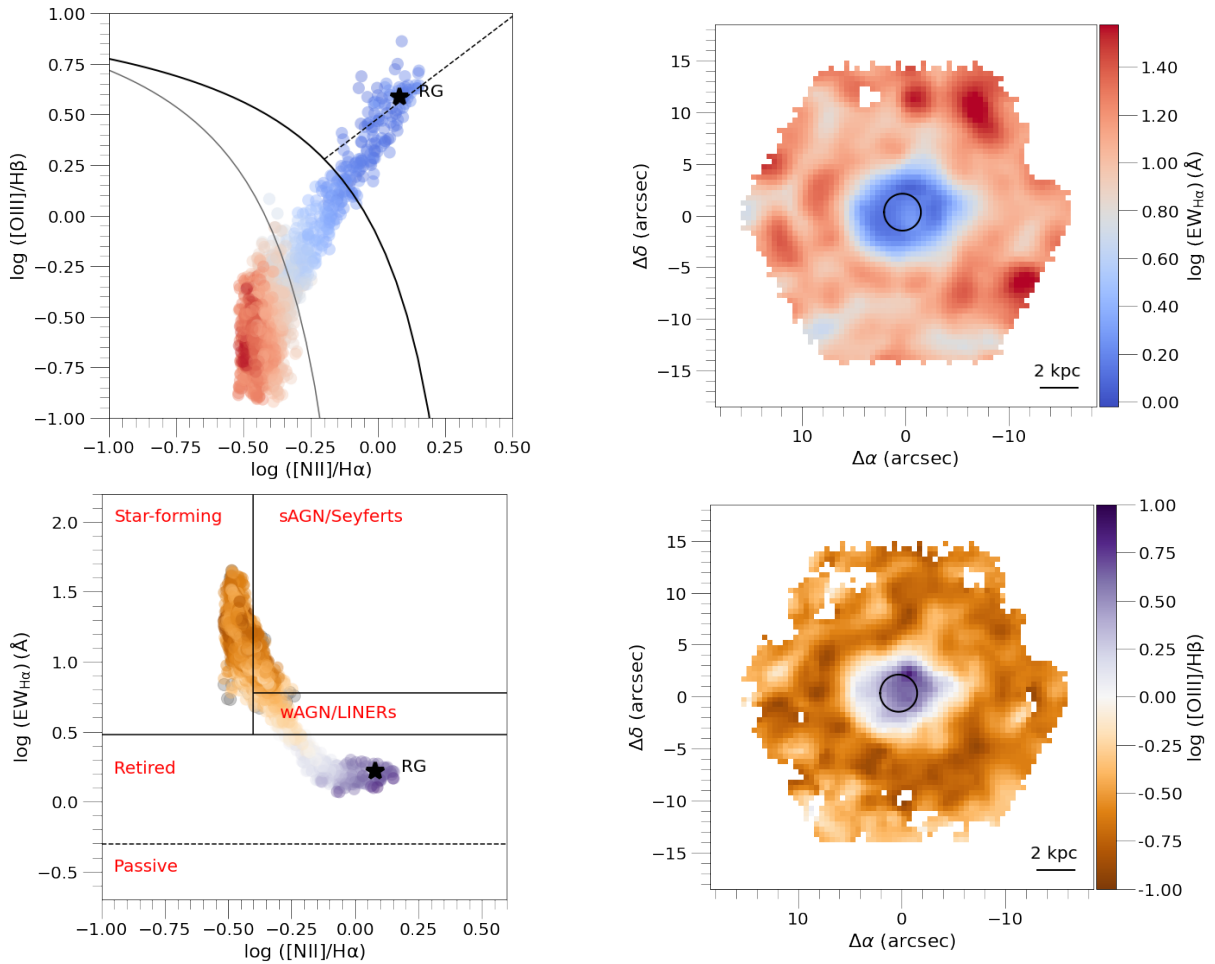
- Considerou-se uma abertura de 1 kpc de raio na região nuclear de cada objeto da amostra previamente selecionado, a fim de obter-se o fluxo integrado de cada linha de emissão. Novamente os diagramas BPT e WHAN foram empregados, desta vez considerando o fluxo integrado da região nuclear, como ilustrado na Figura 10.
- Finalmente selecionou-se todos os objetos cujo núcleo integrado é classificado como LINER e como RG nos diagramas BPT e WHAN, respectivamente. Importante salientar que, de acordo com Kewley et al. (2001), as linhas de separação das diferentes regiões no diagrama BPT possuem erros da ordem de 0.1 dex e, portanto, consideramos estes desvios no diagrama BPT.

A amostra final consiste de 43 galáxias. Na Tabela 1, os objetos selecionadas são listados, bem como dados de coordenadas, *redshift*, distância e massa estelar integrada. Todas as informações apresentadas foram obtidas do *manga.Pipe3D*<sup>1</sup> e *manga.drpal*<sup>2</sup> (Sánchez et al., 2016; Law et al., 2016). A Tabela 2 apresenta a intensidade das linhas de emissão e da largura equivalente de H $\alpha$  para cada objeto da amostra.

<sup>1</sup> [https://data.sdss.org/datamodel/files/MANGA\\_PIPE3D](https://data.sdss.org/datamodel/files/MANGA_PIPE3D)

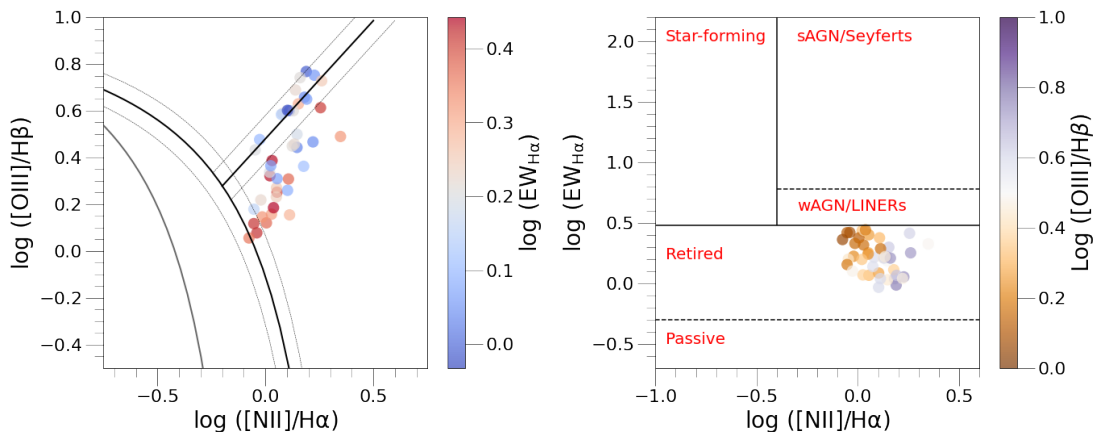
<sup>2</sup> [https://data.sdss.org/datamodel/files/MANGA\\_SPECTRO\\_REDUX](https://data.sdss.org/datamodel/files/MANGA_SPECTRO_REDUX)

Figura 9 – Painel superior Esquerdo: Diagrama diagnóstico  $\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta)$  vs.  $\log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$ . A curva sólida preta representa o limite superior teórico para formação estelar proposto por Kewley et al. (2001) (ke01); A curva sólida cinza é o limite empírico de formação estelar proposto por Kauffmann et al. (2003) (ka03); a reta pontilhada preta representa a separação entre Seyferts e LINERs proposta Cid Fernandes et al. (2010). Pontos coloridos são os mesmo do painel direito e dependem de  $\text{EW}_{\text{H}\alpha}$ . Painel superior direito: distribuição espacial de acordo com  $\log(\text{EW}_{\text{H}\alpha})$ . A estrela representa as razões de linha obtidas a partir do fluxo integrado no interior da região circular representada. Painel inferior esquerdo: diagrama WHAN. Painel inferior direito: distribuição espacial de acordo com  $\log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ .



Fonte: Oliveira et al. (2022)

Figura 10 – Diagramas BPT e WHAN considerando o fluxo integrado na região nuclear delimitada de diâmetro de 2kpc.



Fonte:

Oliveira et al. (2022)

Tabela 1 – Identificação do objeto, coordenadas, redshift ( $z$ ), distância (Mpc) e logaritmo da massa estelar integrada (em unidades de  $M_{\odot}$ ).

Objeto	RA	DEC (deg)	redshift (deg)	distância (Mpc)	$\log(M_*)$ ( $M_{\odot}$ )
7495-12704	205.4384	27.0047	0.0291	125.28	10.71
7977-3704	332.7987	11.8007	0.0272	116.48	10.36
7977-12703	333.2018	13.3341	0.0744	330.60	11.00
7990-6103	261.2849	58.7647	0.0296	125.33	10.32
7990-12704	262.4861	58.3974	0.0271	116.46	10.51
8083-12704	50.6968	0.1494	0.0231	98.90	10.44
8131-9102	112.2214	41.3078	0.0586	256.17	9.97
8140-12703	117.8985	42.8801	0.0323	138.58	10.83
8243-9102	130.8217	52.7579	0.0591	260.66	11.10
8243-12701	128.6877	52.7157	0.0452	196.78	11.16
8247-3701	136.6714	41.3651	0.0252	107.68	10.35
8249-12704	137.3775	45.9524	0.0271	116.46	10.67
8254-3704	164.0822	43.7549	0.0362	156.36	10.76
8257-1902	166.2978	46.1029	0.0371	160.81	10.64
8259-9102	178.5399	44.3661	0.0620	274.51	10.99
8313-9102	239.9880	41.4778	0.0335	143.05	10.72
8313-12705	242.6825	41.1486	0.0319	134.22	10.91
8318-12703	196.2324	47.5036	0.0396	169.85	10.99
8320-9102	206.8303	21.8338	0.0527	228.69	11.02
8332-12705	209.2520	43.3620	0.0333	143.03	10.93
8330-9102	205.0114	40.4209	0.0245	103.31	10.45
8332-6103	207.6574	43.7641	0.0489	210.51	10.58
8440-12704	136.1423	41.3978	0.0274	116.49	10.54
8481-1902	237.6539	53.3906	0.0654	288.53	10.77
8482-12703	245.5031	49.5208	0.0500	215.07	10.96
8549-3703	241.4164	46.8466	0.0575	251.55	10.67
8550-6103	247.6387	39.8307	0.0249	103.36	10.41
8550-12704	247.0584	40.3138	0.0334	143.04	10.72
8550-12705	249.1357	39.0279	0.0303	129.72	11.04
8552-9101	226.9119	44.5563	0.0664	293.17	10.86
8601-12705	250.1231	39.2351	0.0300	129.68	10.47
8588-9101	250.1562	39.2216	0.0355	151.95	10.63
8138-3702	116.0979	44.5277	0.0500	215.07	10.72
8138-9101	117.3026	45.5103	0.0535	233.21	10.84
8482-3704	245.4124	49.4488	0.0328	138.65	10.86
8554-1902	183.1133	35.8835	0.0231	98.90	10.02
8603-12703	247.2827	40.6650	0.0303	129.71	10.49
8604-12703	247.7642	39.8385	0.0309	129.79	10.79
8604-6102	246.0735	39.2110	0.0303	129.72	10.68
8606-3702	253.7939	36.9063	0.0239	98.97	10.30

Fonte: [Oliveira et al. \(2022\)](#)

Tabela 2 – Intensidade das linhas de emissão corrigidas por avermelhamento,  $EW_{H\alpha}$  e  $c(H\beta)$ .

Objeto	[O II] $\lambda 3727$	$H\beta$	[O III] $\lambda 5007$	$H\alpha$	[N II] $\lambda 6584$	$EW_{H\alpha}$	$c(H\beta)$
7495-12704	203 ± 3	105 ± 1	186 ± 1	286 ± 1	323 ± 1	2.52 ± 0.04	0.403
7977-3704	1621 ± 36	264 ± 6	483 ± 7	748 ± 3	716 ± 4	1.68 ± 0.04	0.449
7977-12703	94 ± 6	25 ± 1	33 ± 2	73 ± 1	64 ± 1	2.62 ± 0.08	0.339
7990-6103	878 ± 24	90 ± 4	274 ± 5	363 ± 3	324 ± 3	1.58 ± 0.07	0.281
7990-12704	971 ± 11	204 ± 3	429 ± 3	566 ± 2	589 ± 2	2.72 ± 0.06	0.295
8083-12704	287 ± 4	107 ± 1	141 ± 1	291 ± 1	289 ± 1	2.38 ± 0.06	0.305
8131-9102	275 ± 11	16 ± 2	87 ± 2	84 ± 1	131 ± 1	1.09 ± 0.05	0.373
8140-12703	4618 ± 111	452 ± 13	885 ± 14	1330 ± 6	1496 ± 6	1.79 ± 0.04	0.459
8243-9102	3880 ± 137	380 ± 15	1202 ± 17	1207 ± 7	2668 ± 8	2.12 ± 0.04	0.594
8243-12701	2548 ± 63	220 ± 10	952 ± 11	684 ± 4	974 ± 5	1.99 ± 0.05	0.566
8247-3701	979 ± 8	224 ± 2	348 ± 3	621 ± 2	688 ± 2	2.08 ± 0.03	0.338
8249-12704	772 ± 12	159 ± 3	633 ± 3	434 ± 2	530 ± 2	1.64 ± 0.04	0.388
8254-3704	555 ± 21	97 ± 4	205 ± 5	303 ± 3	344 ± 3	1.17 ± 0.05	0.600
8257-1902	1160 ± 18	273 ± 4	391 ± 5	755 ± 3	738 ± 3	2.14 ± 0.03	0.501
8259-9102	1097 ± 38	129 ± 6	313 ± 8	366 ± 3	392 ± 3	2.74 ± 0.06	0.466
8313-9102	607 ± 14	115 ± 3	262 ± 4	315 ± 2	472 ± 2	1.30 ± 0.05	0.355
8313-12705	1629 ± 30	248 ± 7	795 ± 7	652 ± 4	916 ± 4	1.53 ± 0.05	0.423
8318-12703	256 ± 10	56 ± 3	157 ± 3	156 ± 2	220 ± 2	1.07 ± 0.05	0.451
8320-9102	155 ± 5	36 ± 2	103 ± 2	114 ± 1	152 ± 1	1.63 ± 0.06	0.399
8332-12705	10860 ± 220	572 ± 26	2872 ± 33	1892 ± 11	2947 ± 12	1.16 ± 0.03	0.520
8330-9102	234 ± 9	68 ± 3	137 ± 3	180 ± 1	221 ± 2	1.22 ± 0.06	0.525
8332-6103	239 ± 9	35 ± 2	136 ± 3	114 ± 2	136 ± 2	1.38 ± 0.07	0.343
8440-12704	753 ± 9	178 ± 3	310 ± 3	493 ± 2	552 ± 2	1.74 ± 0.04	0.283
8481-1902	184 ± 8	27 ± 2	58 ± 3	74 ± 1	77 ± 1	1.58 ± 0.06	0.598
8482-12703	887 ± 21	83 ± 4	338 ± 4	227 ± 2	407 ± 2	2.59 ± 0.10	0.347
8549-3703	1079 ± 27	66 ± 4	322 ± 6	191 ± 2	263 ± 3	1.67 ± 0.06	0.367
8550-6103	2479 ± 23	437 ± 5	724 ± 6	1208 ± 3	1358 ± 4	2.77 ± 0.05	0.432
8550-12704	745 ± 16	69 ± 4	235 ± 4	267 ± 2	448 ± 2	1.10 ± 0.05	0.359
8550-12705	5301 ± 139	564 ± 23	2223 ± 24	1657 ± 10	2151 ± 10	1.10 ± 0.04	0.728
8552-9101	197 ± 7	34 ± 2	49 ± 2	106 ± 1	137 ± 2	1.94 ± 0.06	0.380
8601-12705	404 ± 20	119 ± 4	188 ± 5	370 ± 3	327 ± 3	1.43 ± 0.06	0.602
8588-9101	1119 ± 36	240 ± 7	317 ± 7	681 ± 3	643 ± 4	2.63 ± 0.06	0.386
8138-3702	421 ± 8	42 ± 2	174 ± 2	158 ± 2	213 ± 1	1.62 ± 0.05	0.788
8138-9101	214 ± 11	33 ± 2	79 ± 3	96 ± 1	103 ± 1	1.17 ± 0.05	0.369
8482-3704	11708 ± 173	1005 ± 23	2199 ± 25	2914 ± 11	3859 ± 11	2.38 ± 0.04	0.553
8554-1902	206 ± 3	54 ± 1	165 ± 1	171 ± 1	162 ± 1	1.26 ± 0.06	0.232
8603-12703	180 ± 6	85 ± 2	96 ± 2	227 ± 1	185 ± 1	2.30 ± 0.07	0.083
8604-12703	8783 ± 123	585 ± 17	3213 ± 18	1545 ± 8	2784 ± 8	1.79 ± 0.05	0.534
8604-6102	428 ± 5	92 ± 2	272 ± 2	316 ± 2	432 ± 2	1.67 ± 0.05	0.225
8606-3702	459 ± 6	66 ± 2	276 ± 2	246 ± 2	311 ± 2	0.93 ± 0.05	0.504

Fonte: Oliveira et al. (2022)

### 3 Abundância de Oxigênio

Neste capítulo apresentamos o artigo "*Chemical abundance of LINER galaxies - metallicity calibrations based on SDSS-IV MaNGA*" publicado na *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (MNRAS), que trata da abundância de oxigênio em núcleos LINER. Para obter as calibrações de abundância de oxigênio combinou-se dados observacionais e modelos de fotoionização assumindo estrelas p-AGB como fonte ionizante.

#### 3.1 Modelos de fotoionização

Construímos modelos de fotoionização utilizando o código CLOUDY versão 17.00 (Ferland et al., 2017). Estrelas p-AGB foram consideradas como fonte ionizante do gás, uma vez que as galáxias selecionadas são classificadas como RG no diagrama WHAN. Os modelos construídos são semelhantes aos de Krabbe et al. (2021) e os parâmetros de entrada utilizados são descritos a seguir:

- Distribuição Espectral de Energia (*Spectral Energy Distribution - SED*): consideramos como SED modelos de atmosferas estelares p-AGB de Rauch (2003), assumindo temperaturas efetivas de  $T_{\text{eff}} = 50, 100$  e  $190$  kK, com logaritmo de gravidade superficial de  $\log(g) = 6$ .
- Metalicidade ( $Z/Z_{\odot}$ ): Considerou-se a metalicidade do gás igual a  $(Z/Z_{\odot}) = 0.2, 0.5, 0.75, 1.0$  e  $2.0$ . Assumindo o valor solar de abundância de oxigênio igual a  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.69$  (Prieto et al., 2001; Asplund et al., 2009), o intervalo de metalicidade corresponde a  $8.0 \leq 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \leq 9.2$ . Todos os metais foram linearmente escalados com  $Z$ , exceto o nitrogênio, para o qual assumiu-se a relação derivada por Carvalho et al. (2020), dada por:

$$\log(\text{N}/\text{O}) = 1.29 \times [12 + \log(\text{O}/\text{H})] - 11.84.$$

- Densidade eletrônica ( $N_e$ ): Três densidades eletrônicas distintas foram consideradas:  $N_e = 100, 500$  e  $3000 \text{ cm}^{-3}$ , constantes ao longo do raio da galáxia.
- Parâmetro de ionização ( $U$ ): o parâmetro de ionização é definido por:

$$U = \frac{Q(\text{H})}{4 \pi R_0^2 n(\text{H}) c}, \quad (3.1)$$

onde  $Q(\text{H}) [\text{s}^{-1}]$  é o número de fótons de hidrogênio ionizantes emitidos pela fonte central por segundos,  $R_0 [\text{cm}]$  é a distância da fonte de ionização até a superfície interna da nuvem de gás ionizado,  $n(\text{H}) [\text{cm}^{-3}]$  é a densidade total de hidrogênio (ionizado,

molecular e neutro) e  $c$  [ $\text{cm s}^{-1}$ ] é a velocidade da luz. Considerou-se o logaritmo de  $U$  variando de  $-4.0 \leq \log U \leq -0.5$  em intervalos de 0.5 dex.

Uma vez construídos os modelos, obtiveram-se diagramas de  $O3O2 = \log([\text{O III}] \lambda 5007 / [\text{O II}] \lambda 3727)$  versus  $N2 = \log([\text{N II}] \lambda 6584 / \text{H}\alpha)$  e  $O3N2 = \log\left(\frac{[\text{O III}] \lambda 5007 / \text{H}\beta}{[\text{N II}] \lambda 6583 / \text{H}\alpha}\right)$ . Através destes diagramas pode-se inferir a abundância de oxigênio (O/H) e o parâmetro de ionização ( $\log U$ ) para cada núcleo LINER da amostra por meio de interpolação linear entre os modelos e as medidas das intensidades das razões de linha, assim como feito por [Krabbe et al. \(2021\)](#).

Optou-se por empregar os índices  $O3O2$ ,  $N2$  e  $O3N2$  devido à sensibilidade que o primeiro tem com o grau de ionização do gás, enquanto os outros dois índices dependem fortemente da metalicidade. O índice  $N2$  foi estudado como indicador de metalicidade de regiões de formação estelar por [Storchi-Bergmann et al. \(1994\)](#) e para Seyferts 2 por [Carvalho et al. \(2020\)](#). Já o índice  $O3N2$  foi introduzido por [Alloin et al. \(1979\)](#) como indicador de metalicidade em regiões de formação estelar, sendo empregado em inúmeros calibradores ([Pettini; Pagel, 2004](#); [Marino et al., 2013](#)).

## 3.2 Resultados e Discussões

### 3.2.1 Estimativa de O/H por meio de extrapolação do gradiente radial de metalicidade

O método de extrapolação do gradiente radial de abundância consiste em inferir o valor da abundância química de um certo elemento na região central de uma galáxia sem medir as linhas de emissão nessa região. Em geral as galáxias apresentam um decréscimo da abundância química com relação à distância ao núcleo, isto é, regiões mais distantes do núcleo apresentam menores metalicidades. Assim sendo, uma vez que se determina a metalicidade em regiões H II ao longo do disco da galáxia, encontra-se um gradiente radial desta metalicidade. A extrapolação deste gradiente à distância galactocêntrica zero determinará os valores de abundância dos elementos analisados no núcleo da galáxia. Matematicamente tal gradiente pode ser expresso por:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = (a \times R) + b \quad (3.2)$$

sendo  $R$  a distância galactocêntrica. A abundância na região central é obtida simplesmente assumindo-se  $R = 0$ .

Estimou-se O/H via extrapolação do gradiente de metalicidade obtido de regiões H II, localizadas ao longo do disco de cada galáxia. Esse método alternativo e independente é amplamente utilizado na literatura, e.g. [Vila-Costas e Edmunds \(1992\)](#), [Zaritsky et al. \(1994\)](#), [Pilyugin et al. \(2004\)](#), [Pilyugin et al. \(2007a\)](#), [Zinchenko et al. \(2016\)](#), [Krabbe et al. \(2021\)](#), [Nascimento et al. \(2022\)](#). Todavia, uma vez que as galáxias apresentam-se inclinadas no céu, a projeção

do disco destes objetos é elíptica. O perfil radial é calculado em anéis elípticos, causando alguns problemas numéricos, como por exemplo, o achatamento do gradiente de metalicidade devido ao espalhamento do feixe PSF (Belfiore et al., 2017). Este efeito é pior quanto maior é a inclinação.

Desta forma, calculou-se o gradiente de metalicidade entre 0.5 e 1.5  $R_e$ , onde  $R_e$  é o raio efetivo. Um passo de 0.1  $R_e$  foi considerado e somente computou-se o valor caso ao menos 20% dos *spaxels* fossem válidos dentro do correspondente anel. Empregou-se o método proposto por Hernandez-Jimenez (em preparação) para obter o perfil radial de metalicidade através dos mapas de fluxo bidimensionais. Para obter esses mapas deprojetados foi empregado o método de Elmegreen et al. (1992) em que os *pixels* da imagem são esticados ao longo do eixo menor através de uma relação com o inverso do ângulo de inclinação. Empregou-se o pacote do IRAF IMLINTRAN, mantendo-se o fluxo total da imagem preservado. Após os mapas bidimensionais dos fluxos construídos, derivou-se os mapas 2D de  $N2$  e  $O3N2$  e, finalmente, pode-se calcular as abundâncias O/H através destes mapas. Para derivar as abundâncias de oxigênio empregou-se as calibrações semi-empíricas

$$12 + \log(O/H) = 8.533(\pm 0.012) - 0.214(\pm 0.012) \times O3N2 \quad (3.3)$$

e

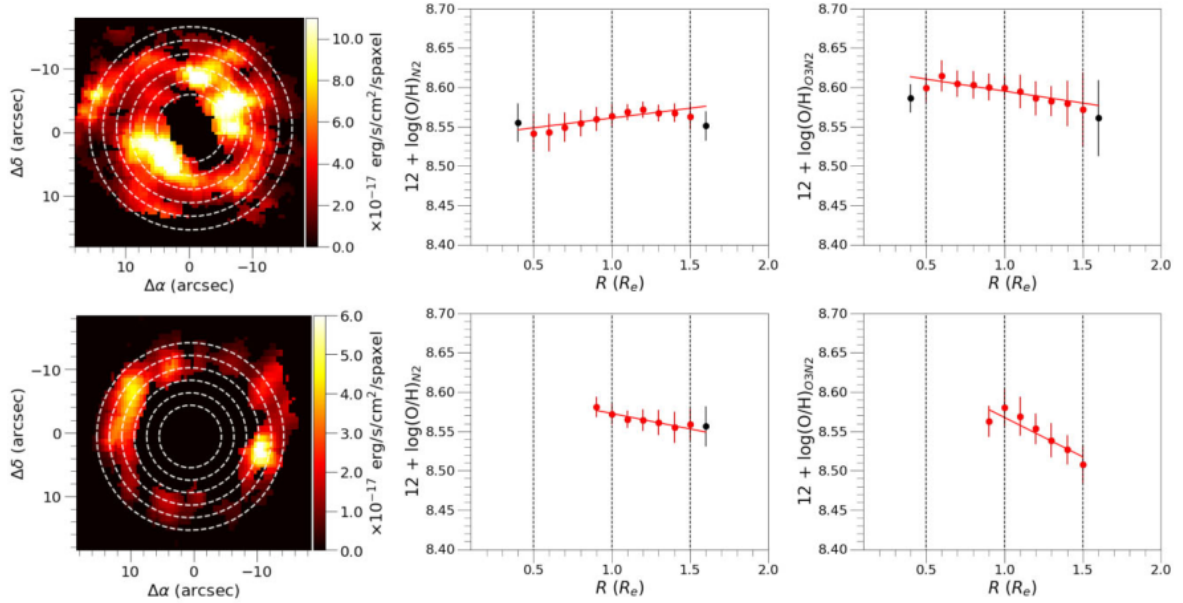
$$12 + \log(O/H) = 8.743(\pm 0.027) + 0.462(\pm 0.024) \times N2 \quad (3.4)$$

válidas no intervalo  $-1.1 \leq O3N2 \leq 1.7$  e  $-1.6 \leq N2 \leq -0.2$ , respectivamente. Essas calibrações foram propostas por Marino et al. (2013) a partir de dados observacionais de 3 423 regiões H II baseados no método direto obtido pelo *survey* CALIFA. Na Figura 11, o mapa deprojetado de  $H\alpha$  e os gradientes de metalicidade das galáxias 7495-12704 e 7990-12704 são mostrados. Pode-se derivar O/H considerando-se o índice  $N2$  para 33 objetos da amostra e, considerando-se o índice  $O3N2$  derivou-se O/H para 32 objetos. Tais valores estão listados na Tabela 3.

### 3.2.2 Modelos de fotoionização

Os diagramas diagnósticos contendo os modelos de fotoionização e os dados observacionais de cada objeto são apresentados nas Figuras 12 e 13. Nove grades de modelos com diferentes valores de  $N_e$  e  $T_{\text{eff}}$  foram construídas para os índices  $N2$  e  $O3N2$ . Modelos com temperatura 100 e 190 kK reproduziram os dados observacionais, enquanto os modelos com temperatura 50 kK não reproduziram os dados para o diagrama  $N2$ . Similar resultado foi encontrado por Krabbe et al. (2021) no estudo da galáxia UGC 4805. Tais modelos não foram considerados para a continuidade deste estudo. Por meio de interpolações lineares entre os

Figura 11 – Mapa deprojetado de  $H\alpha$  (painel esquerdo) e os gradientes de metalicidades usando os índices  $N2$  e  $O3N2$  (painel central e direito, respectivamente) para as galáxias 7495-12704 e 7990-12704. Os pontos tracejados são exemplos dos bins radiais utilizados para computar o perfil de metalicidade entre  $0.5$  e  $1.5 R_e$ , com passo de  $0.2 R_e$ . As linhas vermelhas são os ajustes lineares obtidos entre  $0.5$  e  $1.5 R_e$ , enquanto os círculos vermelhos são os dados considerados para execução destes ajustes. Os pontos pretos são dados fora do intervalo adotado e, portanto, não foram considerados para as análises.



Fonte: Oliveira et al. (2022)

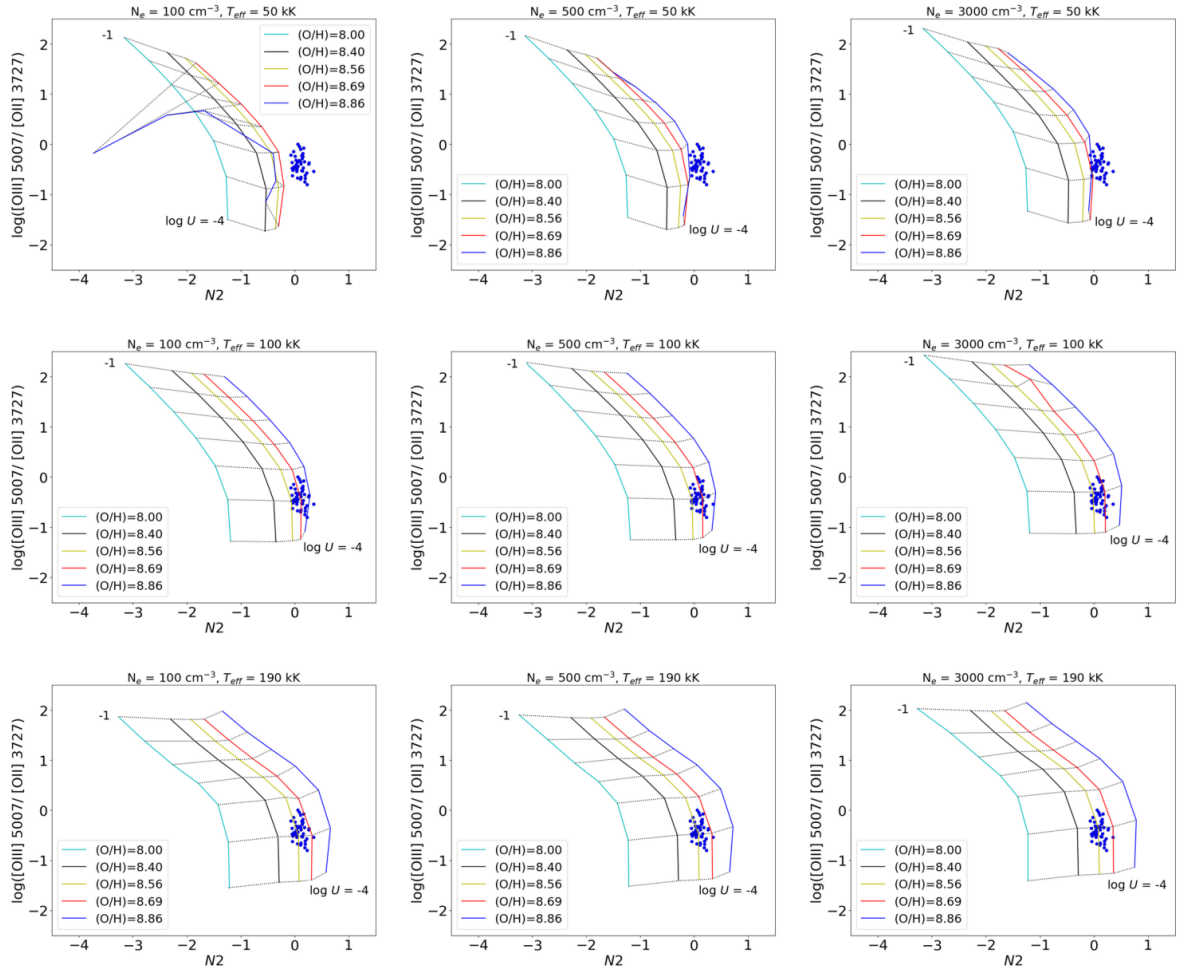
modelos de fotoionização, seguindo a mesma metodologia proposta por Krabbe et al. (2021), derivou-se três pares ordenados para cada objeto:  $(N2, O/H)$ ,  $(O3N2, O/H)$  e  $(O3N2, \log U)$ , que foram empregados para se derivar as calibrações de metalicidade.

Por meio desses pares ordenados pode-se analisar a dependência de  $O/H$ ,  $N_e$ ,  $T_{\text{eff}}$  e  $\log U$  em função de  $N2$  e  $O3N2$ , conforme ilustrado na Figura 14. Os dados apresentados nessa figura correspondem aos valores interpolados obtidos a partir dos modelos, isto é, cada galáxia contém seis pontos em cada painel esquerdo da figura e nove pontos em cada painel direito da figura. Limitou-se as análises ao intervalo  $-0.1 \leq N2 \leq 0.2$  e  $0.1 \leq O3N2 \leq 0.6$ . Para o índice  $N2$  os maiores valores de  $O/H$  correspondem aos menores valores de temperatura e densidade, enquanto não observou-se qualquer correlação com o parâmetro de ionização. Já para o índice  $O3N2$  derivou-se maiores valores de  $O/H$  associados à menores valores de densidade e maiores valores de temperatura e parâmetro de ionização. Entretanto, é importante salientar que o erro médio associados aos dados observacionais produzem incertezas nas estimativas das abundâncias de oxigênio da ordem (ou maiores) que as variações observadas nos parâmetros (Carvalho et al., 2020).

### 3.2.2.1 Proposta de calibradores

Por meio do método de regressão ortogonal ODR (*orthogonal distance regression* - Boggs e Rogers (1990), que considera os erros associados em ambas as variáveis  $x$  e  $y$ , derivou-

Figura 12 – Diagrama diagnóstico  $\log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$  versus  $\log([\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O II}]\lambda 3727)$ . Linhas sólidas coloridas conectam os resultados dos modelos de fotoionização com mesma abundância de oxigênio, enquanto as linhas tracejadas conectam modelos com mesmo parâmetro de ionização ( $\log U$ ). Pontos azuis representam os dados observacionais para cada objeto da amostra analisada.



Fonte: Oliveira et al. (2022)

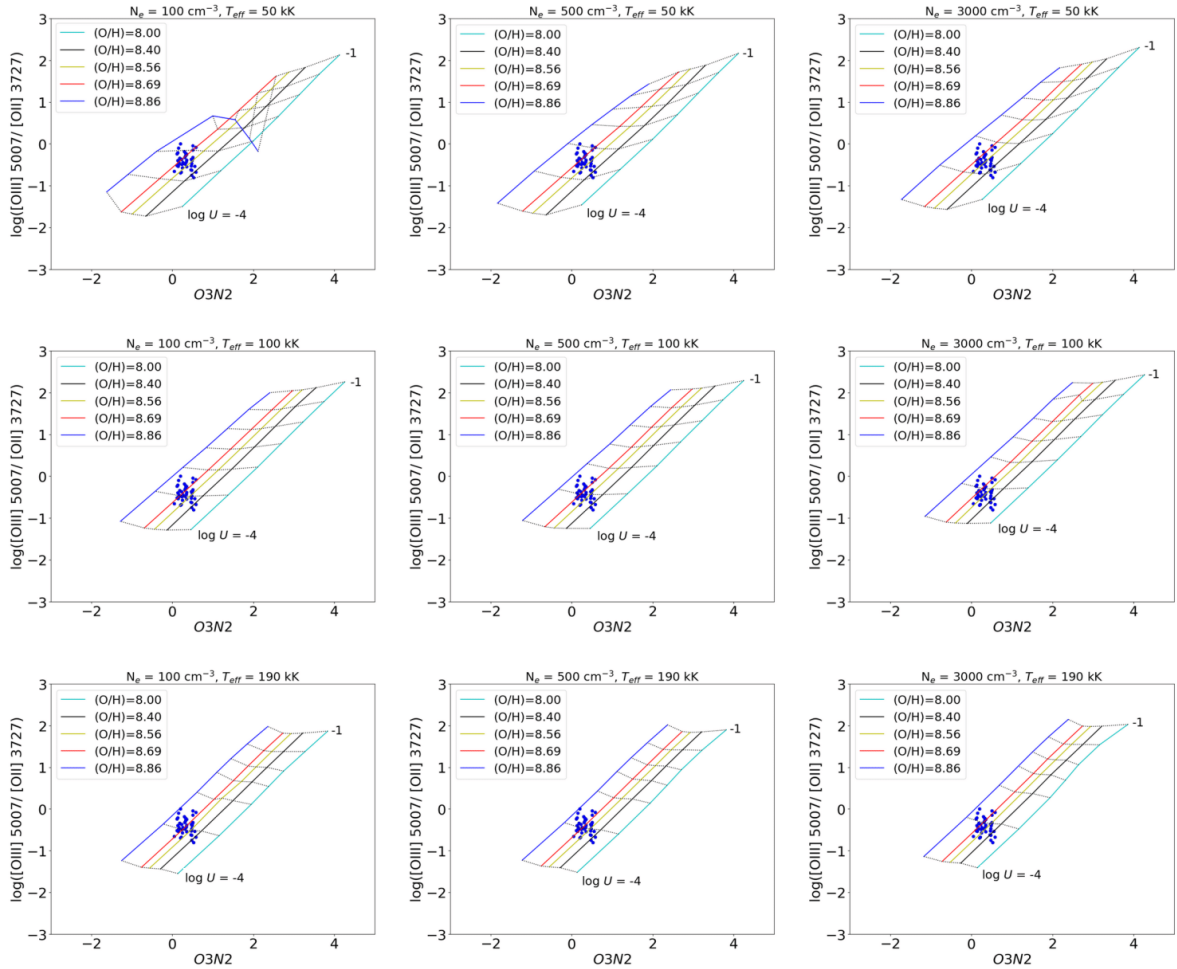
se duas calibrações semi-empíricas considerando, para cada galáxia, O/H como a média de todos valores apresentados na Figura 14, isto é, para cada galáxia o valor assumido de O/H foi o valor médio das interpolações dos seis modelos da Figura 12 e dos nove modelos da Figura 13. A Figura 15 apresenta o valor médio de O/H versus  $N2$  e  $O3N2$  (painel esquerdo e direito, respectivamente). O índice  $N2$  é bem correlacionado com a abundância de oxigênio, com pequena dispersão dos dados, enquanto o índice  $O3N2$  também apresenta correlação com a abundância de oxigênio, no entanto com maior dispersão dos dados. As calibrações derivadas são dadas pelas equações:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 0.71(\pm 0.03)N2 + 8.58(\pm 0.01) \quad (3.5)$$

e

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = -0.68(\pm 0.11)O3N2 + 8.87(\pm 0.03) \quad (3.6)$$

Figura 13 – Mesmo da Figura 12 porém considerando o índice O3N2.



Fonte: Oliveira et al. (2022)

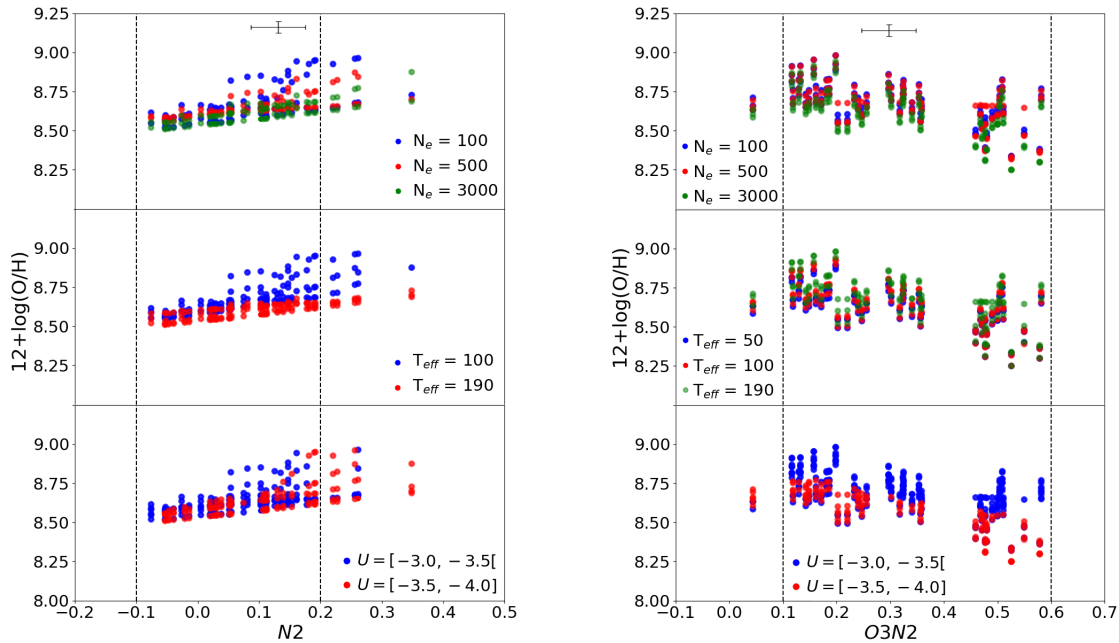
Os valores interpolados das Figs.12 e 13 também possibilitaram derivar uma calibração entre  $\log([\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O II}]\lambda 3727)$  e  $\log U$ . Para tal, considerou-se para cada galáxia, a média dos valores obtidos das interpolações dos modelos de fotoionização. A Figura 16 contém esses valores, bem como a regressão linear obtida, dada pela equação:

$$\log U = 0.57(\pm 0.01) x - 3.19(\pm 0.01), \quad (3.7)$$

onde  $x = \log([\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O II}]\lambda 3727)$ . Não observou-se qualquer dependência desse parâmetro com  $N_e$ ,  $T_{\text{eff}}$  e O/H. Similar resultado foi obtido por Carvalho et al. (2020) para núcleos Seyfert 2.

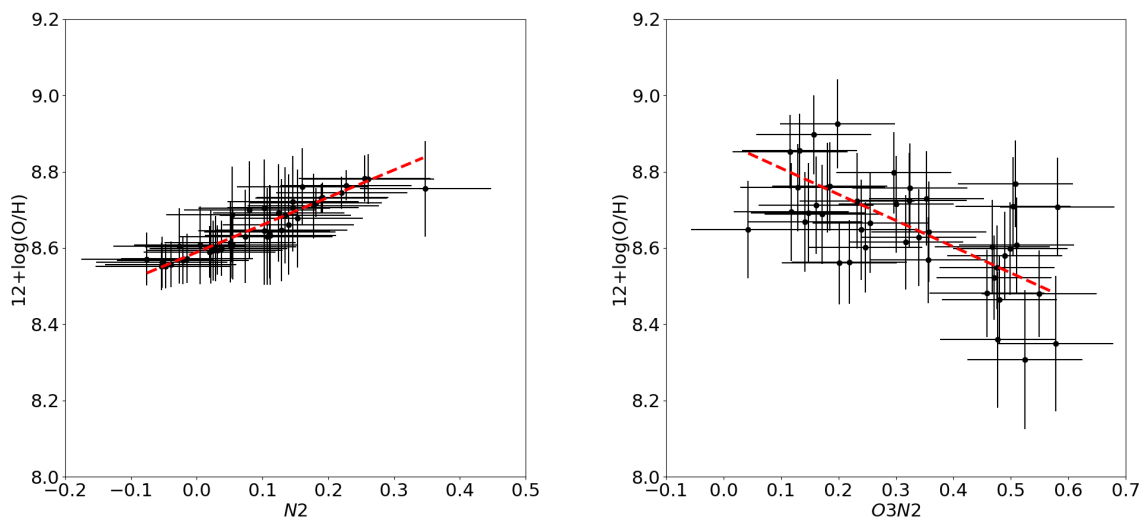
Na Tabela 3 estão listadas todas as galáxias da amostra, bem como os valores de O/H derivados pela extrapolação do gradiente de metalicidade e os valores de O/H derivados por meio das calibrações de Equação 3.5 e 3.6. Também são apresentados os valores de  $\log U$  derivados através da Eq. 3.7.

Figura 14 – Painel esquerdo: abundância de oxigênio *versus*  $N2$ .  $O/H$  foi estimado por interpolação dos resultados dos modelos de fotoionização. Cores distintas foram empregadas para discriminar as propriedades dos objetos considerando diferentes  $N_e$  (painel superior),  $T_{\text{eff}}$  (painel intermediário) e  $\log(U)$  (painel inferior). Painel direito: o mesmo do painel esquerdo porém considerando o índice  $O3N2$ . Barras de erro em cada painel representam o erro típico de 0.1 dex nas medidas de  $N2$  and  $O3N2$  e o erro médio de 0.10 and 0.12 dex nos valores interpolados, considerando  $N2$  e  $O3N2$  respectivamente. As linhas cinzas correspondem aos limites de  $-0.1 \leq N2 \leq 0.2$  e  $0.1 \leq O3N2 \leq 0.6$ , intervalo de análise considerado.



Fonte: Oliveira et al. (2022)

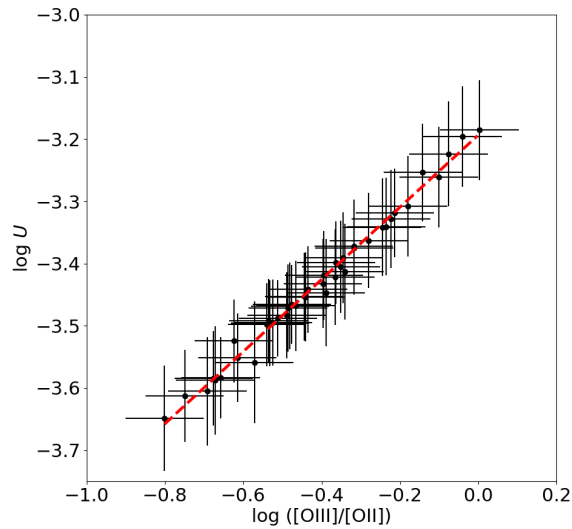
Figura 15 – Painel esquerdo:  $O/H$  *versus* o índice  $N2$ . Pontos representam as estimativas médias obtidas a partir dos modelos de fotoionização, com as respectivas barras de erros. Painel direito: mesmo do painel esquerdo porém considerando  $O/H$  *versus*  $O3N2$ . A linha preta representa o ajuste linear dado pelas eqs. 3.5 e 3.6 aplicando o método ODR, cujos coeficientes de correlação são  $R = 0.85$  e  $R = 0.37$ , respectivamente.



Fonte: Oliveira et al. (2022)

A Figura 17 mostra  $O/H$  obtido via extrapolação *versus*  $O/H$  obtido via calibração considerando o índice  $N2$  (painel esquerdo) e o índice  $O3N2$  (painel direito). Ambas as cali-

Figura 16 – Mesmo da Figura 12 porém para  $\log U$  versus  $\log([\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O II}]\lambda 3727)$ . A linha representa o ajuste linear dado pela equação (Eq. 3.7), cujo coeficiente de correlação é  $R = 0.98$ .

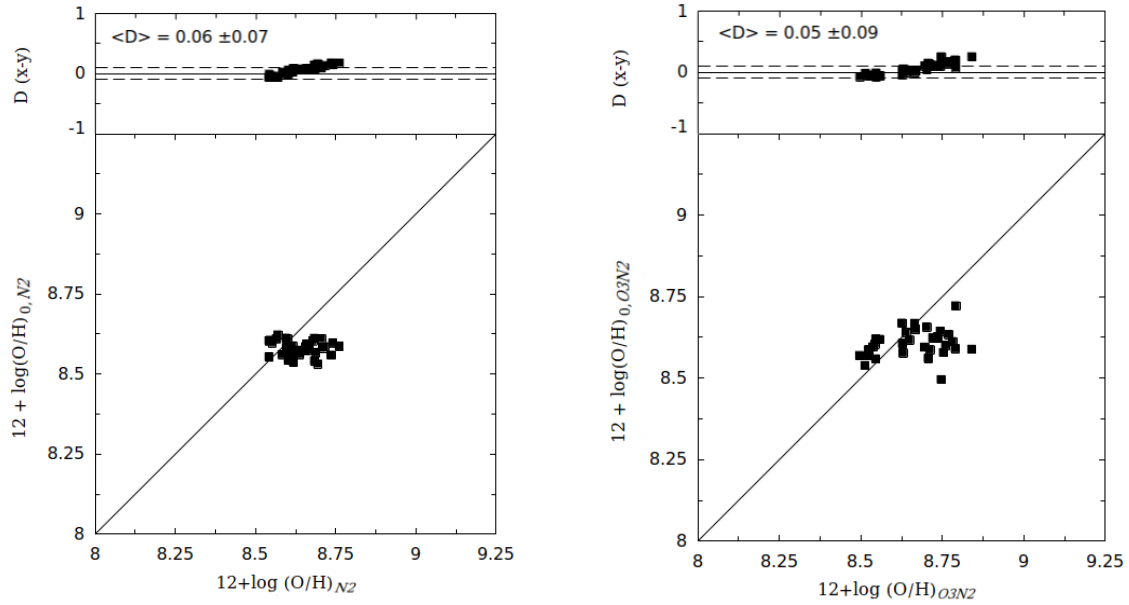


Fonte: Oliveira et al. (2022)

brações  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  produzem valores de  $\text{O}/\text{H}$  superiores àqueles derivados por meio da extrapolação do gradiente de metalicidade. Considerando as incertezas observacionais  $\sim 0.1$  dex (Kennicutt et al., 2003) e precisão das calibrações teóricas e (semi)empíricas de  $\sim 0.1$  dex (Kewley; Dopita, 2002; Carvalho et al., 2020; Dors, 2021), pode-se afirmar que as estimativas de  $\text{O}/\text{H}$  obtidas pelos diferentes métodos concordam entre si. Portanto, tais estimativas suportam a validade das calibrações semi-empíricas derivadas neste trabalho. Ainda por meio dessas calibrações observa-se que as LINERs possuem abundância de oxigênio no intervalo de  $8.48 \leq 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \leq 8.84$ , com valor médio de  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.65$ .

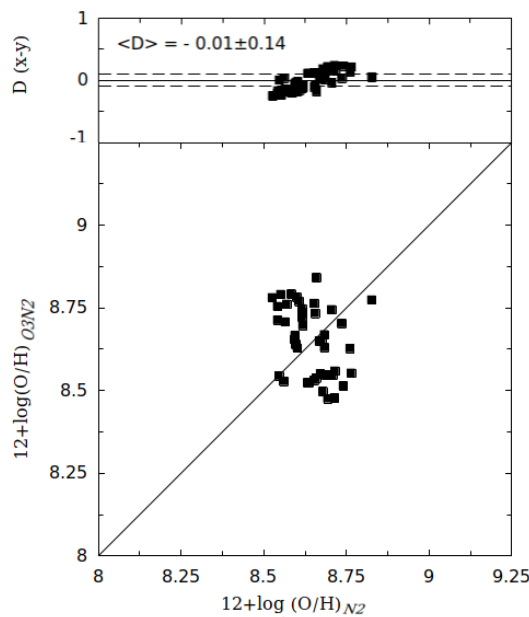
A Figura 18 contém a comparação entre os valores de  $\text{O}/\text{H}$  derivados através das duas calibrações. Nota-se que os valores estão em concordância, no entanto, essa relação apresenta grande dispersão e a diferença entre as estimativas exibe um comportamento linear sistêmico. Sendo assim, considerando os resultados obtidos e o fato de a calibração  $O3N2$  exibir maior dispersão quando comparada à calibração  $N2$ , recomenda-se o emprego da calibração  $N2$  para cálculo da abundância de oxigênio.

Figura 17 – Painel inferior esquerdo: comparação entre  $O/H$  obtido através da calibração  $12 + \log(O/H) - N2$  e aqueles obtidos pela extrapolação do gradiente radial. Painel superior esquerdo: diferença  $\langle D \rangle$  entre a metalicidade estimada através da calibração  $12 + \log(O/H) - N2$  e a metalicidade obtida via extrapolação, considerando o índice  $N2$ . A diferença média entre as estimativas é apresentada no painel superior. Linha tracejada representa a incerteza de  $\pm 0.1$  dex assumida nas estimativas de  $12 + \log(O/H)$  via método indireto (Kewley et al., 2001). Painéis direito: o mesmo dos painéis esquerdos, porém para o índice  $O3N2$ .



Fonte: Oliveira et al. (2022)

Figura 18 – Painel inferior: abundância de oxigênio derivada pela calibração  $O3N2$  (Eq. 3.6) versus  $O/H$  derivada através da calibração  $N2$  (Eq. 3.5). Linha sólida representa a equidade entre as estimativas. Painel superior: diferença  $\langle D \rangle$  entre as estimativas. A diferença média é apresentada.



Fonte: Oliveira et al. (2022)

Tabela 3 – Abundância de oxigênio obtidos através das calibrações  $N2$  e  $O3N2$  (Eqs. 3.5 e 3.6) e os valores do parâmetro de ionização obtidos através da Eq. 3.7. Valores extrapolados de  $O/H$ ,  $12 + \log(O/H)_0$ , empregando os índices  $N2$  e  $O3N2$  (Seção 3.2.1) também são mostrados.

Plate-IFU	$12+\log(O/H)$		$\langle \log U \rangle$	$12+\log(O/H)_0$	
	$N2$	$O3N2$		$N2$	$O3N2$
7495-12704	8.62 ± 0.02	8.74 ± 0.05	-3.19 ± 0.01	8.54 ± 0.02	8.63 ± 0.02
7977-3704	8.57 ± 0.01	8.71 ± 0.06	-3.47 ± 0.02	8.61 ± 0.02	8.56 ± 0.03
7977-12703	8.54 ± 0.00	8.75 ± 0.05	-3.46 ± 0.01	8.60 ± 0.01	8.58 ± 0.02
7990-6103	8.55 ± 0.01	8.54 ± 0.08	-3.55 ± 0.02	8.61 ± 0.02	8.60 ± 0.03
7990-12704	8.59 ± 0.01	8.67 ± 0.06	-3.37 ± 0.01	8.61 ± 0.03	8.67 ± 0.05
8083-12704	8.58 ± 0.01	8.79 ± 0.04	-3.32 ± 0.01	8.56 ± 0.02	8.72 ± 0.03
8131-9102	8.71 ± 0.06	8.55 ± 0.08	-3.62 ± 0.02	8.58 ± 0.04	8.56 ± 0.09
8140-12703	8.62 ± 0.02	8.72 ± 0.05	-3.57 ± 0.02	8.56 ± 0.02	8.62 ± 0.02
8243-9102	8.83 ± 0.12	8.77 ± 0.05	-3.50 ± 0.02	-	-
8243-12701	8.69 ± 0.04	8.55 ± 0.08	-3.46 ± 0.01	8.57 ± 0.02	8.62 ± 0.02
8247-3701	8.60 ± 0.02	8.78 ± 0.04	-3.42 ± 0.01	8.61 ± 0.02	8.61 ± 0.05
8249-12704	8.64 ± 0.03	8.52 ± 0.09	-3.21 ± 0.01	8.56 ± 0.02	8.59 ± 0.03
8252-12702	8.71 ± 0.02	8.48 ± 0.09	-3.58 ± 0.01	-	-
8254-3704	8.62 ± 0.01	8.70 ± 0.06	-3.44 ± 0.01	8.54 ± 0.02	8.59 ± 0.02
8257-1902	8.57 ± 0.01	8.76 ± 0.05	-3.44 ± 0.02	8.62 ± 0.03	8.60 ± 0.04
8258-12704	8.74 ± 0.05	8.51 ± 0.09	-3.65 ± 0.01	8.60 ± 0.04	8.54 ± 0.06
8259-9102	8.60 ± 0.04	8.63 ± 0.07	-3.50 ± 0.01	8.54 ± 0.02	8.61 ± 0.02
8313-9102	8.71 ± 0.04	8.74 ± 0.05	-3.38 ± 0.01	8.61 ± 0.01	8.64 ± 0.03
8313-12705	8.68 ± 0.04	8.63 ± 0.07	-3.33 ± 0.01	8.61 ± 0.02	8.58 ± 0.05
8318-12703	8.68 ± 0.06	8.67 ± 0.06	-3.29 ± 0.02	8.54 ± 0.02	8.65 ± 0.02
8320-9102	8.67 ± 0.03	8.65 ± 0.07	-3.32 ± 0.01	8.58 ± 0.02	8.62 ± 0.03
8332-12705	8.72 ± 0.02	8.56 ± 0.08	-3.54 ± 0.01	8.58 ± 0.02	8.62 ± 0.03
8330-9102	8.65 ± 0.02	8.76 ± 0.05	-3.25 ± 0.01	-	-
8332-6103	8.63 ± 0.01	8.52 ± 0.09	-3.37 ± 0.02	8.57 ± 0.02	8.57 ± 0.04
8440-12704	8.62 ± 0.08	8.75 ± 0.05	-3.39 ± 0.01	8.59 ± 0.01	8.49 ± 0.06
8481-1902	8.59 ± 0.04	8.65 ± 0.06	-3.46 ± 0.02	-	-
8482-12703	8.76 ± 0.02	8.63 ± 0.07	-3.41 ± 0.02	8.59 ± 0.02	8.67 ± 0.03
8549-3703	8.68 ± 0.07	8.50 ± 0.09	-3.49 ± 0.02	8.60 ± 0.01	8.57 ± 0.02
8550-6103	8.61 ± 0.03	8.77 ± 0.05	-3.47 ± 0.01	8.56 ± 0.01	8.63 ± 0.02
8550-12704	8.74 ± 0.03	8.70 ± 0.06	-3.52 ± 0.02	8.56 ± 0.02	8.66 ± 0.04
8550-12705	8.66 ± 0.00	8.54 ± 0.08	-3.41 ± 0.01	8.57 ± 0.03	8.60 ± 0.05
8552-9101	8.66 ± 0.01	8.84 ± 0.03	-3.56 ± 0.02	8.59 ± 0.02	8.59 ± 0.02
8601-12705	8.54 ± 0.04	8.71 ± 0.06	-3.40 ± 0.01	8.55 ± 0.02	8.59 ± 0.03
8588-9101	8.55 ± 0.01	8.79 ± 0.04	-3.48 ± 0.01	8.60 ± 0.01	8.59 ± 0.02
8138-3702	8.67 ± 0.03	8.55 ± 0.08	-3.49 ± 0.02	-	-
8138-9101	8.60 ± 0.01	8.64 ± 0.07	-3.44 ± 0.01	8.58 ± 0.02	8.64 ± 0.02
8482-3704	8.66 ± 0.00	8.73 ± 0.05	-3.58 ± 0.01	8.58 ± 0.02	8.62 ± 0.03
8482-9101	8.69 ± 0.08	8.48 ± 0.09	-3.23 ± 0.01	8.53 ± 0.06	-
8554-1902	8.56 ± 0.04	8.53 ± 0.09	-3.27 ± 0.01	-	-
8603-12703	8.53 ± 0.03	8.78 ± 0.04	-3.31 ± 0.01	-	-
8604-12703	8.76 ± 0.04	8.55 ± 0.08	-3.40 ± 0.01	-	-
8604-6102	8.68 ± 0.03	8.65 ± 0.07	-3.35 ± 0.02	-	-
8606-3702	8.65 ± 0.03	8.53 ± 0.08	-3.39 ± 0.01	-	-

Fonte: Oliveira et al. (2022)

## 4 Abundância de Nitrogênio

Este capítulo dedica-se ao estudo da abundância de nitrogênio em núcleos LINERs. Os resultados aqui discutidos foram reportados no artigo "*Chemical abundances of LINER galaxies - Nitrogen abundance estimations*", submetido à publicação na revista MNRAS. Os objetos que compõem a amostra analisada são os mesmos já apresentados na Seção 2.2.

O nitrogênio é produzido predominantemente em estrelas de baixa e média massa por dois processos de nucleossínteses distintos: primário e secundário. O processo primário foi inicialmente estudado por [Truran e Cameron \(1971\)](#) e melhor detalhado no trabalho de [Talbot e Arnett \(1974\)](#). Nesse mecanismo, o nitrogênio é produzido majoritariamente por estrelas de massa intermediária, isto é,  $4 \leq M_* \leq 8M_\odot$ , com pequena contribuição de estrelas massivas ( $M_* > 8M_\odot$ ), através de reações nucleares envolvendo exclusivamente hidrogênio e hélio. Ainda, [Meynet e Maeder \(2002\)](#) propuseram que o nitrogênio pode também ser produzido por meio da nucleossíntese primária em estrelas massivas de baixa metalicidade e alta taxa de rotação, particularmente durante a fase de pulsação térmica do ramo assintótico das gigantes (AGB). Por outro lado, a nucleossíntese secundária do nitrogênio pode ser explicada por meio do ciclo carbono-nitrogênio-oxigênio (ciclo CNO), em que o nitrogênio é produzido por meio de reações nucleares envolvendo o carbono e o oxigênio ([Johnson et al., 2023](#); [Grisoni et al., 2021](#); [Thuan et al., 2010](#); [Matteucci, 1986](#)).

### 4.1 Modelos de fotoionização

Construiu-se modelos de fotoionização com o código CLOUDY em sua versão 17.02 ([Ferland et al., 2017](#)) a fim de reproduzir as intensidades das linhas de emissão (Tabela 2). Para cada LINER um modelo foi construído seguindo a metodologia descrita por [Dors et al. \(2017\)](#). Os seguintes parâmetros iniciais foram considerados para a construção dos modelos:

1. Parâmetros de ionização ( $U$ ): O parâmetro de ionização foi calculado utilizando a Equação 3.7;
2. SED: Assumimos como SED modelos de atmosferas estelares p-AGB de [Rauch \(2003\)](#), com temperatura efetiva  $T_{\text{eff}} = 190 \text{ kK}$  e logaritmo de gravidade superficial de  $\log(g) = 6$ ;
3. Densidade eletrônica ( $N_e$ ): Para 24 galáxias da amostra foi possível derivar  $N_e$  por meio da razão  $[\text{S II}]\lambda 6717/\lambda 6731$  e do pacote TEMDEN do *software* IRAF, assumindo uma temperatura de 10 000 K. Para os demais objetos da amostra em que não foi possível derivar  $N_e$  por meio das intensidades das linhas de emissão, considerou-se o valor inicial

$N_e = 400 \text{ cm}^{-3}$  (valor médio obtido para os objetos cuja densidade foi derivada por meio da razão [S II]);

4. Metalicidade ( $Z$ ): O valor de metalicidade foi derivado através da calibração 3.5,
5. Abundância de nitrogênio e de enxofre: As abundâncias de nitrogênio (N/H) e do enxofre (S/H) foram inicialmente adotadas como sendo iguais aos valores solar, isto é,  $12 + \log(\text{N}/\text{H})_{\odot} = 7.93$  e  $12 + \log(\text{S}/\text{H})_{\odot} = 7.27$ , derivados por [Holweger \(2001\)](#) e [Grevesse e Sauval \(1998\)](#), respectivamente.

Para cada galáxia construímos modelos iniciais com os parâmetros citados anteriormente. Uma vez obtido o modelo inicial, novos modelos foram construídos variando, separadamente,  $Z$ , N/H, S/H,  $T_{\text{eff}}$  e  $\log U$ , com um passo de  $\pm 0.2$  dex, incerteza típica de parâmetros nebulares estimados por meio de modelos de fotoionização ([Dors et al., 2011](#)). Assumimos como modelo ótimo aquele que reproduziu as intensidades das linhas de emissão observada considerando-se um erro de até 25%. Caso nenhum modelo fosse capaz de satisfazer tal condição, uma nova série de modelos era construída variando-se também a densidade eletrônica. Para 13 LINERs com  $N_e$  estimada por meio da razão [S II] foi necessário produzir modelos variando a densidade (objetos identificados com "a" na Tabela 5). O método PHYMIR ([Hoof, 1997](#)) integrado ao código CLOUDY foi empregado para implementar a variação dos parâmetros e seleção do melhor modelo. O PHYMIR roda uma série de modelos variando os parâmetros de acordo com o passo selecionado pelo usuário e seleciona o modelo com menor  $\chi^2$  comparando-se as intensidades previstas pelo modelo com as intensidades de linhas observadas. Na Figura 19 apresentamos o modelo inicial da galáxia 7495-12704 (painel esquerdo) e o modelo obtido após as iterações de otimização (painel direito).

Figura 19 – Esquerda: Modelo de entrada da galáxia 7495-12704. Direita: Modelo final obtido após as iterações de otimização da galáxia 7495-12704.

```

1 title model 7495-12704
2 table star rauch H-Ni solar 190000 6 vary
3 optimize increments 0.2
4 ionization parameter -3.23
5 hden linear 121
6 normalise to "H 1" 4861.33A [scale factor= 100]
7 metals scale 0.88
8 element nitrogen scale 1.0
9 element sulphur scale 1.0
10 filling factor 0.01
11 #----- Coloque as intensidades das linha obsevasdas
12 optimize lines
13 Bldn 3727.00A intensity= 177.0 error= 0.2
14 O 3 5006.84A intensity= 179.0 error= 0.2
15 N 2 6583.45A intensity= 325.0 error= 0.2
16 Bldn 6720.00A intensity= 208.0 error= 0.2
17 end of lines
18 #-----
19 iterate 2
20 print last
21 save line list[last] "7495-12704.txt" "liner.dat"
22
23

1 title model 7495-12704
2 table star rauch H-Ni solar 85186.3479751586 6
3 ionization parameter -3.204996
4 hden linear 121
5 normalise to "H 1" 4861.33A [scale factor= 100]
6 metals scale 1.98260410018861
7 element nitrogen scale 2.17457304291707
8 element sulphur scale 1.05751612934063
9 filling factor 0.01
10 #----- Coloque as intensidades das linha obsevasdas
11 optimize lines
12 Bldn 3727.00A intensity= 177.0 error= 0.2
13 O 3 5006.84A intensity= 179.0 error= 0.2
14 N 2 6583.45A intensity= 325.0 error= 0.2
15 Bldn 6720.00A intensity= 208.0 error= 0.2
16 end of lines
17 #-----
18 iterate 2
19 print last
20 save line list[last] "7495-12704.txt" "liner.dat"
21
22
23

```

Fonte: O Autor

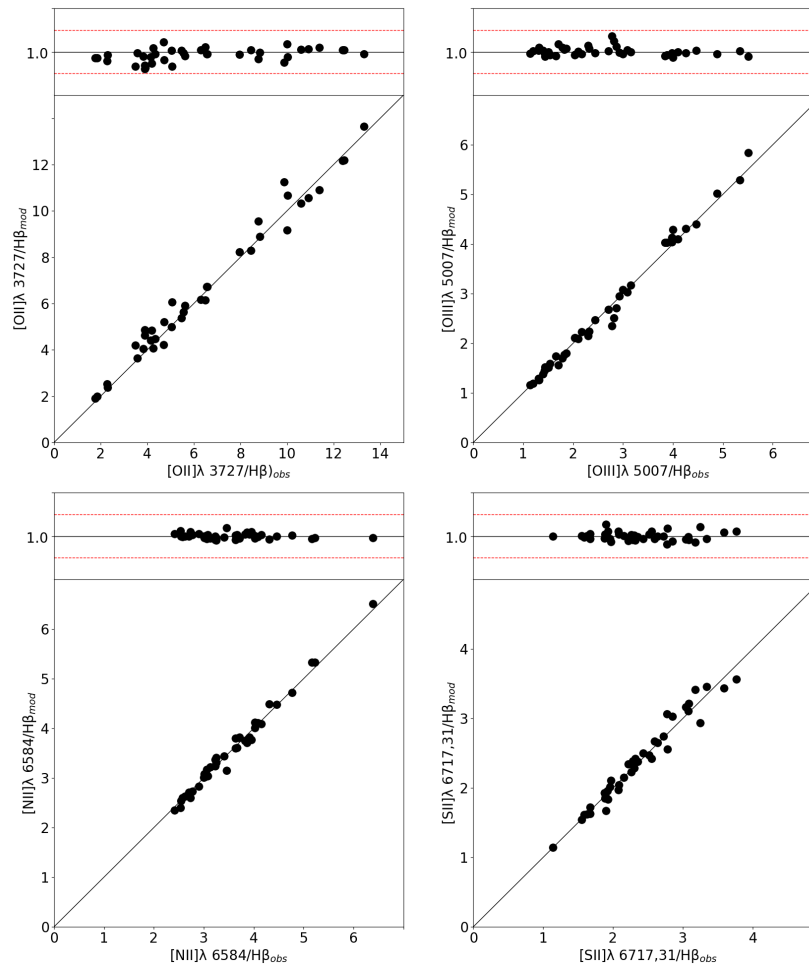
## 4.2 Resultados e Discussões

Obteve-se modelos detalhados para 40 LINERs da amostra original de 43 objetos. Para 3 objetos (8131-9102, 8252-12702 e 8258-12704) não foi possível reproduzir as intensidades das linhas de emissão considerando-se os critérios mencionados na Seção 4.1, uma vez que os valores de [O II] e [O III] são maiores que 15 e a temperatura da fonte de ionização necessária para reproduzir tais intensidades é maior que 190 kK, limite superior da SED empregada em nossos modelos. Na Figura 20 é apresentada a comparação entre as intensidades das razões de linhas previstas pelos modelos e aquelas observadas, enquanto na Tabela 4 tais valores são apresentados. Ainda, na Tabela 5 são apresentados os valores de temperatura efetiva da estrela, densidade eletrônica e parâmetro de ionização utilizados nos modelos selecionados, bem como os valores derivados de abundância de oxigênio e nitrogênio.

### 4.2.1 Estimativa de incertezas das abundâncias N/H e O/H

Uma vez que o método de otimização PHYMIR não estima os erros e incertezas dos parâmetros nebulares, inferimos tais valores da seguinte forma: consideramos três modelos com metalicidade de  $(Z/Z_{\odot}) = 2.0, 1.0$  e  $0.2$ , representando o maior, médio e menor valor de metalicidade derivados por meio dos modelos construídos (ver Tabela 5). Valores médios obtidos por meio dos modelos para  $T_{\text{eff}}$ ,  $N_e$  e  $\log U$  foram assumidos como 115 000 K,  $400 \text{ cm}^{-3}$  e  $-3.5$ , respectivamente. Tomando tais valores como referência, uma nova série de modelos foi construída, variando separadamente os valores de N/H e O/H, por um fator de  $\pm 0.3$  dex (passo de 0.1 dex). Usando esses modelos, obteve-se um intervalo de abundância para o qual as intensidades de linha diferem  $\pm 25\%$  dos valores previstos pelos modelos iniciais e, desta forma, pode-se inferir os valores das incertezas de N/H e O/H da ordem de  $\pm 0.1$  e  $\pm 0.2$  dex, respectivamente.

Figura 20 – Parte inferior de cada painel: comparação entre os valores preditos pelos modelos (eixo  $y$ ) e os valores observados (eixo  $x$ ) (valores normalizados por  $H\beta$ ). A linha representa a igualdade entre as duas estimativas. Parte superior de cada painel: Razão entre as intensidades preditas pelos modelos e os valores observados. As linhas tracejadas vermelhas representam os limites de incerteza de  $\pm 25\%$  entre valores observados considerados satisfatórios.



Fonte: O Autor

Sabe-se que incertezas nas medições dos fluxos das linhas do enxofre devem-se à contribuição de gás difuso ionizado (*Diffuse Ionized Gas* - DIG). Tal incerteza aumenta conforme o brilho superficial da galáxia diminui (Oey et al., 2007; Zhang et al., 2017; Kumari et al., 2019). Desta forma, avaliou-se as possíveis influências das linhas do enxofre no ajuste dos modelos construídos. Pérez-Montero et al. (2023), usando o código HCM-TEFF encontraram que diagramas assumindo [N II]  $\lambda$  6584 são menos afetados por DIG (Blanc et al., 2009), ante diagramas assumindo [S II] e, produzem menores valores de  $T_{\text{eff}}$ . Entretanto, Kumari et al. (2019) mostraram que a metalicidade de regiões de formação estelar estimada pelo método das linhas fortes usando linhas de enxofre são menores  $\sim 0.1$  dex do que as derivadas usando razões de linhas sem enxofre. Logo, as incertezas assumidas em nossos modelos ( $\pm 0.1$  dex para N/H e  $\pm 0.2$  dex para O/H) são menores que o valor produzido pela contribuição de DIGs, e, portanto, podemos assumir que a influência destas nas abundâncias de oxigênio e nitrogênio é mínima.

Tabela 4 – Fluxos observados "Obs." e preditos pelos modelos "Mod" normalizados por  $H\beta = 1.00$ .

Object	[O II] $\lambda$ 3727		[O III] $\lambda$ 5007		[N II] $\lambda$ 6584		[S II] $\lambda\lambda$ 6716+31		H $\alpha$	
	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.
7495-12704	1.77	1.91	1.79	1.70	3.25	3.31	2.08	2.04	2.87	2.83
7977-3704	5.06	6.08	1.65	1.74	2.73	2.60	1.90	1.67	2.87	2.85
7977-12703	3.93	4.81	1.31	1.30	2.54	2.40	1.88	1.93	2.87	2.82
7990-12704	4.35	4.48	2.10	2.09	3.01	3.08	3.08	3.21	2.87	2.81
8083-12704	2.27	2.54	1.32	1.26	2.90	2.83	2.78	2.56	2.87	2.82
8140-12703	8.77	9.56	1.87	1.80	3.23	3.37	1.89	1.88	2.87	2.80
8247-3701	3.58	3.65	1.44	1.52	3.06	3.17	1.67	1.72	2.87	2.81
8249-12704	4.25	4.07	3.88	4.03	3.45	3.15	2.36	2.38	2.87	2.81
8254-3704	5.62	5.92	2.04	2.11	3.25	3.41	2.22	2.35	2.87	2.80
8257-1902	3.90	4.85	1.40	1.38	2.77	2.73	1.88	1.85	2.87	2.85
8259-9102	8.45	8.29	2.44	2.47	3.08	3.04	1.63	1.62	2.87	2.79
8313-9102	5.05	4.98	2.30	2.15	4.32	4.49	3.04	3.16	2.87	2.80
8313-12705	5.55	5.64	3.16	3.17	4.02	4.01	3.34	3.46	2.87	2.80
8318-12703	4.19	4.85	2.77	2.35	4.02	4.13	2.85	3.03	2.87	2.81
8320-9102	4.70	4.22	2.81	2.51	3.82	3.75	2.30	2.28	2.87	2.81
8330-9102	2.29	2.38	1.82	1.77	3.63	3.60	2.52	2.47	2.87	2.82
8332-6103	7.97	8.23	3.84	4.03	3.40	3.45	2.28	2.39	2.87	2.79
8440-12704	3.82	4.05	1.71	1.56	3.23	3.24	3.25	2.94	2.87	2.82
8481-1902	6.57	6.74	2.17	2.23	3.00	3.01	2.26	2.23	2.87	2.80
8482-12703	10.04	10.40	4.10	4.19	5.17	5.24	2.72	2.71	2.87	2.79
8550-6103	4.73	5.21	1.53	1.59	3.13	3.22	2.59	2.67	2.87	2.84
8550-12705	9.88	11.26	3.98	4.13	3.71	3.81	1.67	1.63	2.87	2.81
8552-9101	6.49	6.15	1.43	1.45	3.71	3.82	2.31	2.43	2.87	2.81
8601-12705	3.48	4.20	1.51	1.52	2.54	2.54	1.55	1.54	2.87	2.88
8588-9101	3.89	4.62	1.20	1.19	2.62	2.63	1.59	1.61	2.87	2.85
8138-9101	6.30	6.18	2.32	2.24	3.04	3.03	1.14	1.14	2.87	2.81
8482-9101	6.56	6.72	5.51	5.84	4.15	4.09	2.16	2.15	2.87	2.79
8554-1902	4.16	4.41	3.00	3.08	2.70	2.71	2.55	2.42	2.87	2.79
8603-12703	1.86	2.00	1.14	1.16	2.41	2.35	1.93	1.83	2.87	2.83
8604-6102	5.46	5.37	2.87	2.71	3.91	3.82	3.59	3.44	2.87	2.80
8606-3702	8.84	8.90	4.00	4.29	3.63	3.80	3.18	3.41	2.87	2.80
7990-6103	11.40	10.90	2.71	2.69	2.57	2.60	2.43	2.50	2.87	2.85
8243-9102	10.61	10.33	3.09	3.10	6.39	6.51	1.97	2.11	2.87	2.82
8243-12701	12.46	12.20	4.26	4.31	4.08	4.11	1.92	1.96	2.87	2.79
8332-12705	18.37	14.63	4.46	4.40	4.46	4.48	2.08	1.97	2.87	2.83
8549-3703	16.61	14.03	4.88	5.02	3.96	3.77	2.77	3.06	2.87	2.83
8550-12704	10.91	10.56	2.93	2.95	4.77	4.72	3.08	3.11	2.87	2.82
8138-3702	13.32	13.66	3.98	4.05	3.86	3.71	3.76	3.56	2.87	2.80
8482-3704	10.00	9.17	2.03	2.11	3.67	3.61	1.95	2.02	2.87	2.80
8604-12703	12.39	12.17	5.35	5.29	5.23	5.33	2.64	2.65	2.87	2.82

Fonte: O Autor

#### 4.2.2 Influência da variação de densidade eletrônica nas abundâncias N/H e O/H

Foi analisada a contribuição nos valores de N/H e O/H devido a variação de densidade ao longo do raio da galáxia. Estudos observacionais têm sugerido que  $N_e$  varia ao longo do raio da galáxia, sendo os maiores valores derivados próximos às fontes de ionização. A presença do

Tabela 5 – Valores dos parâmetros nebulares obtidos pelos modelos.

Plate-IFU	log(O/H)	log(N/H)	$T_{\text{eff}}$ (K)	log $U$	$N_e$ (cm $^{-3}$ )
7495-12704	-3.01	-3.43	85186	-3.20	121
7977-3704	-3.67	-4.36	119218	-3.63	1615
7977-12703	-3.68	-4.36	85852	-3.63	2793 <sup>(a)</sup>
7990-12704	-3.09	-3.82	85187	-3.45	843 <sup>(a)</sup>
8083-12704	-3.10	-3.66	80954	-3.36	41 <sup>(a)</sup>
8140-12703	-2.97	-3.98	147970	-3.76	1261 <sup>(a)</sup>
8247-3701	-3.05	-3.73	71565	-3.48	1025
8249-12704	-3.04	-3.69	92854	-3.20	454 <sup>(a)</sup>
8254-3704	-3.09	-3.87	95126	-3.55	1100 <sup>(a)</sup>
8257-1902	-3.83	-4.33	92931	-3.56	675 <sup>(a)</sup>
8259-9102	-3.28	-4.09	101921	-3.55	272 <sup>(a)</sup>
8313-9102	-3.19	-3.74	85510	-3.46	834 <sup>(a)</sup>
8313-12705	-3.18	-3.78	108132	-3.37	181
8318-12703	-3.04	-3.69	100000	-3.48	833
8320-9102	-3.04	-3.69	84341	-3.40	1097
8330-9102	-3.06	-3.50	87876	-3.26	83
8332-6103	-3.19	-4.02	119486	-3.49	1384 <sup>(a)</sup>
8440-12704	-3.00	-3.72	104736	-3.53	331
8481-1902	-3.11	-3.98	98296	-3.57	1077
8482-12703	-3.07	-3.84	150321	-3.55	1191
8550-6103	-3.78	-4.25	99555	-3.55	599 <sup>(a)</sup>
8550-12705	-3.22	-4.11	150761	-3.58	1843
8552-9101	-3.07	-3.81	124483	-3.66	173
8601-12705	-3.94	-4.37	109605	-3.51	382
8588-9101	-3.91	-4.34	88103	-3.55	14
8138-9101	-3.02	-3.88	103309	-3.55	561
8482-9101	-3.28	-3.86	108303	-3.24	516
8554-1902	-3.53	-4.07	65942	-3.25	1163
8603-12703	-3.04	-3.63	71404	-3.32	134
8604-6102	-3.14	-3.80	95684	-3.43	734
8606-3702	-3.01	-3.90	141758	-3.52	1415
7990-6103	-3.47	-4.35	161338	-3.60	89 <sup>(a)</sup>
8243-9102	-3.33	-3.91	155345	-3.61	1463
8243-12701	-3.13	-4.00	154776	-3.55	593 <sup>(a)</sup>
8332-12705	-3.23	-4.06	189387	-3.52	189
8549-3703	-3.26	-4.13	189160	-3.48	191
8550-12704	-3.39	-4.04	149596	-3.59	239
8138-3702	-2.96	-4.01	188397	-3.59	1248
8482-3704	-3.35	-4.09	121998	-3.63	103
8604-12703	-3.30	-3.97	167932	-3.46	363

(a) Objetos para os quais foi necessário construir modelos de fotoionização assumindo como entrada para  $N_e$  valores diferentes daqueles derivados através da razão [S II] $\lambda$ 6716/ $\lambda$ 6731, como descrito na Seção. 4.

Fonte: O Autor

perfil radial de densidade foi encontrado tanto em regiões H II (Castaneda et al., 1992; Copetti et al., 2000; Mesa-Delgado; Esteban, 2010; Mesa-Delgado et al., 2011; Cedrés et al., 2013; O’Dell et al., 2017), quanto em AGNs (Congiu et al., 2017; Freitas et al., 2018; Kakkad et

al., 2018; Mingozi et al., 2019). A fim de verificar a influência de  $N_e$  em nossos resultados, simulamos duas situações: a primeira consideramos o objeto 8588-9101 como referência, uma vez que teve a menor densidade estimada ( $N_e \sim 14 \text{ cm}^{-3}$ ). Tomando tal objeto, construímos novos modelos baseados no modelo ótimo já obtido anteriormente, assumindo novos valores de densidade, a saber  $N_e = 1\,000, 2\,000, 3\,000, 4\,000, 5\,000$  e  $10\,000 \text{ cm}^{-3}$ . Nenhuma variação nos valores de abundâncias foram observados para os modelos com  $N_e = 1\,000, 2\,000, 3\,000, 4\,000$ . Por outro lado, para o modelo com  $N_e = 5\,000 \text{ cm}^{-3}$ , O/H e N/H diferiram  $\sim 0.15$  e  $\sim 0.03$  dex, respectivamente, dos valores encontrados para o modelo com  $N_e = 14 \text{ cm}^{-3}$ . Já o modelo assumindo  $N_e = 10\,000 \text{ cm}^{-3}$  não foi capaz de reproduzir as linhas de emissão, possivelmente por efeitos de desexcitação colisional.

No segundo teste realizado, assumimos um perfil de densidade do gás. Por exemplo, Revalski et al. (2018) encontraram para o AGN Mrk 573 um pico de densidade em  $N_e = 3\,000 \text{ cm}^{-3}$  no centro do objeto, seguindo uma lei de potência com a distância radial ( $r$ ):  $N_e \sim r^\alpha$ , sendo  $\alpha = -0.5$ . De fato, os autores derivaram tal lei de potência incluindo somente os pontos derivados dentro de um raio de aproximadamente 1.7 segundos de arco ( $\sim 600 \text{ pc}$ ). Considerando objetos classificados como LINERs, estes parecem apresentar também um perfil radial de densidade. Constantin et al. (2015) ao analisarem uma amostra contendo mais de 100 núcleos de galáxias, incluindo núcleos LINER, encontraram valores de densidade maiores quanto mais próximo à região central do objeto analisado. Desta forma, para analisar o efeito sobre N/H e O/H se assumido perfil de densidade, selecionamos a galáxia 7977-12704 como referência, uma vez que esta possui o maior valor de densidade inferido para as LINERs da amostra ( $N_e = 2\,793 \text{ cm}^{-3}$ ). Assumindo a lei de potência de Revalski et al. (2018) e  $\alpha = -2.0, -1.0, -0.5$  e  $-0.1$ , construímos novos modelos para a referida galáxia e encontramos intensidades das linhas de emissão similares aos preditos pelo modelo assumindo densidade constante. Dors et al. (2018) também encontrou o mesmo ao simular intensidades de linhas de emissão de AGNs utilizando modelos de fotoionização.

Assim, pode-se assumir que as incertezas produzidas nas estimativas de O/H e N/H pela variação da densidade eletrônica são da ordem de  $\sim 0.15$  e  $\sim 0.03$  dex, respectivamente, isto é, são menores do que as incertezas já assumidas em nossos modelos e, portanto, pode-se concluir que a variação de densidade ao longo do raio não tem influência sobre nossas estimativas de abundâncias (Dors et al., 2020; Armah et al., 2023).

#### 4.2.3 Influência de poeira nas abundâncias N/H e O/H

Nossos modelos foram construídos desprezando a presença de poeira interestelar, todavia, sabe-se que a abundância de elementos pode sofrer alterações devido a presença de grãos de poeira. Por exemplo, espera-se que uma fração do oxigênio (cerca de  $\sim 0.1$  dex) seja bloqueado por grãos de poeira (Esteban et al., 1998; Meyer et al., 1998; Peimbert; Peimbert, 2010). Assim sendo, qualquer estimativa de abundância de oxigênio tende a subestimar a abundância deste

elemento se nenhuma correção for aplicada (Pilyugin et al., 2007b). Para analisar os efeitos de poeira em nossos modelos, consideramos três modelos referências: maior, menor e intermediário valor de metalicidade derivado para a amostra, representando os objetos 8138-3702 (maior metalicidade, i.é.,  $(Z/Z_{\odot}) = 2.2$ ), 8549-3703 (metalicidade média  $(Z/Z_{\odot}) = 1.0$ ) e 8601-12705 (menor metalicidade estimada  $(Z/Z_{\odot}) = 0.2$ ).

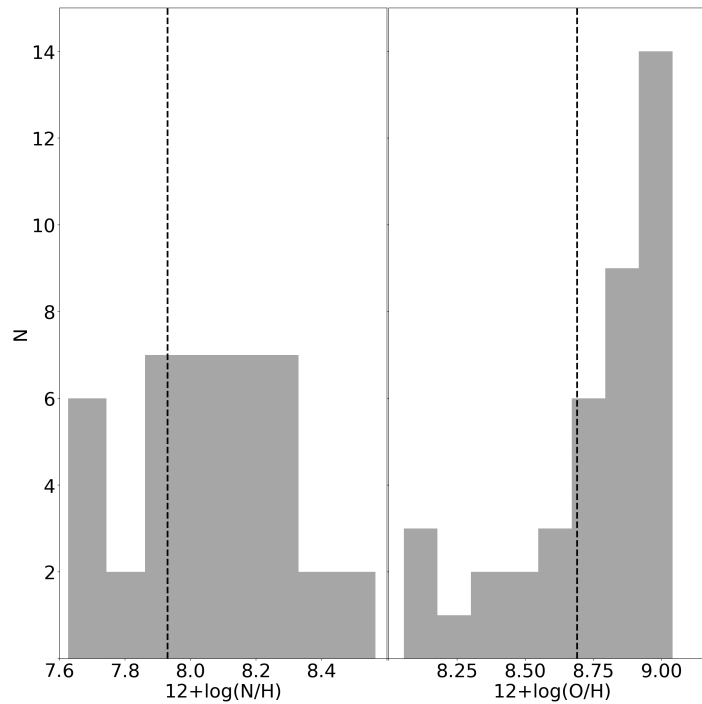
Seguindo o proposto em Dors et al. (2011), as abundâncias dos grãos foram linearmente escaladas com a metalicidade, sendo as abundâncias dos elementos Mg, Al, Ca, Fe, Ni e Na reduzidos por um fator de 10, enquanto a abundância de Si foi reduzida por um fator de 2 (Garnett et al., 1995). As abundâncias de oxigênio foram comparadas àquelas obtidas com os modelos construídos livres de poeira, obtendo-se uma diferença por um fator de 0.2, 0.10 e 0.05 dex para o modelo com maior, médio e menor valor de metalicidade, respectivamente. Já a abundância de nitrogênio não variou quando comparados os modelos considerando presença de poeira e os que não consideraram. Portanto, obteve-se uma incerteza média de 0.12 dex nos valores de O/H devido a presença de poeira, valor este menor do que a incerteza já considerada e descrita previamente, sendo portanto, o efeito devido à poeira nas abundâncias de nitrogênio e oxigênio desprezível.

#### 4.2.4 Abundância de nitrogênio e oxigênio

A abundância de nitrogênio pode ser um importante mecanismo de estudo dos processos galácticos, como por exemplo, a eficiência de formação estelar, escala de tempo de *infall* e *outflow* (Johnson et al., 2023; Magrini et al., 2018), bem como pode ser empregado como indicador de metalicidade (Pérez-Montero; Contini, 2009). Na Figura 21 um histograma contendo as abundâncias de oxigênio e nitrogênio derivadas através de nossos modelos (valores apresentados na Tabela 5) é apresentado. Encontramos um intervalo para O/H variando entre  $8.0 \leq 12 + \log(O/H) \leq 9.0$ , equivalente a  $0.20 \leq (Z/Z_{\odot}) \leq 2.0$ , com valor mediano de  $\langle 12 + \log(O/H) \rangle = 8.83 \pm 0.27$ . Esse intervalo é maior do que o intervalo encontrado quando O/H é derivada via calibração (Eqs. 3.5 e 3.6), cujo intervalo é  $8.5 \leq 12 + \log(O/H) \leq 8.8$ . O intervalo aqui encontrado também é maior do que aquele derivado por Pérez-Díaz et al. (2021). Estes autores analisaram uma amostra contendo 65 objetos classificados como LINER e, ao aplicarem o código HCM, derivaram abundância de oxigênio no intervalo  $8.0 \leq 12 + \log(O/H) \leq 8.9$ . Entretanto cabe ressaltar que considerando as incertezas nas estimativas de O/H estabelecidas neste trabalho ( $\sim 0.2$  dex), os valores derivados por meio dos nossos modelos detalhados concordam com aqueles derivados por Pérez-Díaz et al. (2021).

A despeito da abundância de nitrogênio, encontramos um intervalo de  $7.6 \leq 12 + \log(N/H) \leq 8.5$  ou  $0.4 \leq (N/N_{\odot}) \leq 3.7$ , com valor mediano  $\langle 12 + \log(N/H) \rangle = 8.05 \pm 0.25$  ou  $\langle (N/N_{\odot}) \rangle \sim 1.6$ , sendo aproximadamente 70% dos objetos com abundâncias maiores que a solar. A abundância de nitrogênio derivada via código HCM por Pérez-Díaz et al. (2021) foi  $7.04 \leq 12 + \log(N/H) \leq 8.4$  [ $0.1 \leq (N/N_{\odot}) \leq 3.0$ ], concordando com nossos resultados.

Figura 21 – Painel esquerdo: histograma da abundância de nitrogênio derivada para nossa amostra. Painel direito: histograma da abundância de oxigênio. N representa o número de objetos, enquanto as linhas verticais tracejadas representam os valores solares  $12 + \log(\text{N}/\text{H})_{\odot} = 7.93$  e  $12 + \log(\text{O}/\text{H})_{\odot} = 8.69$ , obtidos por [Holweger \(2001\)](#) e [Prieto et al. \(2001\)](#), respectivamente.



Fonte: O Autor

Na Figura 22 nossas estimativas de  $\log(\text{N}/\text{O})$  versus  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  são plotadas. Nesta figura também plotamos as estimativas de [Pérez-Díaz et al. \(2021\)](#) para a amostra de 65 LINERs, bem como as abundâncias derivadas por [Berg et al. \(2020\)](#) para 176 regiões H II distribuídas ao longo do disco de quatro galáxias espirais do projeto *Chemical Abundances of Spirals - CHAOS*, ([Berg et al., 2015](#)). Também constam na Figura 22 as estimativas obtidas por [Dors et al. \(2017\)](#) para uma amostra de 44 núcleos Seyfert 2, bem como as estimativas de [Zinchenko et al. \(2021\)](#) para uma amostra de 1431 núcleos classificados como regiões H II e ainda o modelo de evolução química de [Johnson et al. \(2023\)](#).

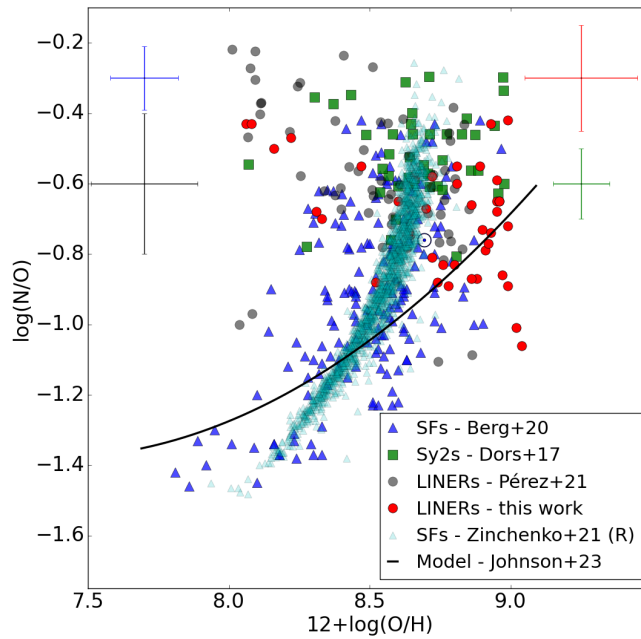
Como pode-se notar, as LINER da nossa amostra apresentam valores de N/O e O/H similares aos derivados para as Seyfert 2. Ainda, nota-se que a região ocupada pelas LINERs é a mesma ocupada pelas regiões H II de maiores metalicidades. Os valores dos intervalos dessas estimativas são apresentados na Tabela 6.

Finalmente, verificamos a possível correlação entre a abundância de nitrogênio e a abundância de oxigênio para nossa amostra. Como pode-se observar na Figura 23, há uma clara correlação entre  $\log(\text{O}/\text{H})$  e  $\log(\text{N}/\text{H})$ , quantificada por meio da equação

$$\log(\text{N}/\text{H}) = 1.01(\pm 0.11) \times [\log(\text{O}/\text{H})] - 0.64(\pm 0.36) \quad (4.1)$$

A correlação linear observada na Figura 23 indica a produção secundária do nitrogênio

Figura 22 –  $\log(N/O)$  versus  $12+\log(O/H)$ . Pontos vermelhos representam os valores preditos para nossa amostra de LINERs. Triângulos azuis são as estimativas de Berg et al. (2020) para regiões H II, enquanto triângulos cianos são as estimativas de Zinchenko et al. (2021) para regiões H II. Quadrados verdes são os valores derivados por Dors et al. (2017) para Seyfert 2, enquanto os pontos cinzas são as abundâncias derivadas por Pérez-Díaz et al. (2021) para 65 LINERs. A curva preta representa o modelo de evolução química predito por Johnson et al. (2023). Os valores solares também são indicados por meio do símbolo solar. As barras de erro representam as incertezas das estimativas de O/H e N/O para cada amostra.



Fonte: O Autor

Tabela 6 – Número de objetos em cada amostra (N), mediana e intervalo de O/H e N/O para cada estudo: SF reportadas por Zinchenko et al. (2021); SF reportadas por Berg et al. (2020); Seyfert 2 analisadas por Dors et al. (2017), LINERs estudadas por Pérez-Díaz et al. (2021) e nossas LINERs.

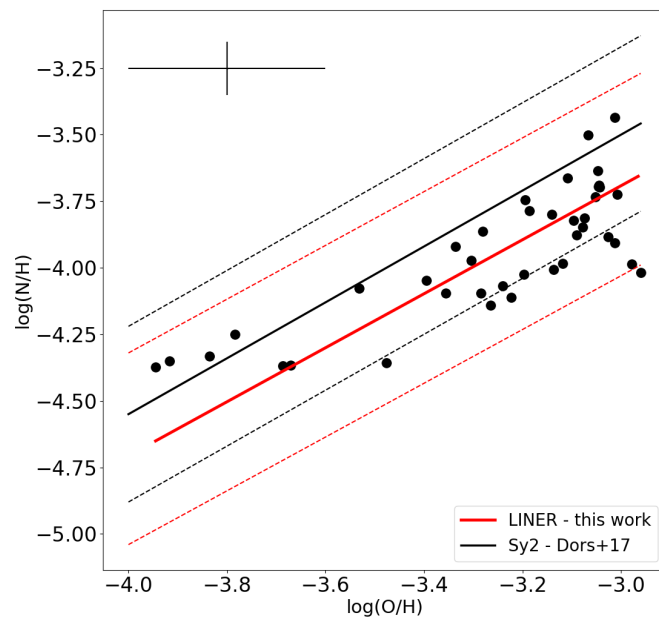
Referência	N	12+log(O/H)		log(N/O)	
		Mediana	Intervalo	Mediana	Intervalo
Zinchenko et al. (2021)	1431	8.57 ± 0.12	7.93, 8.81	-0.86 ± 0.22	-1.48, 0.24
Berg et al. (2020)	176	8.52 ± 0.20	7.81, 8.96	-0.92 ± 0.24	-1.46, -0.42
Dors et al. (2017)	44	8.65 ± 0.19	8.07, 8.97	-0.54 ± 0.12	-0.80, -0.29
Pérez-Díaz et al. (2021)	65	8.57 ± 0.24	8.01, 8.86	-0.61 ± 0.20	-1.11, -0.21
Este trabalho	40	8.83 ± 0.27	8.05, 9.03	-0.69 ± 0.16	-1.05, -0.42

Fonte: O Autor

em LINERs (Hamann; Ferland, 1993). Também na Figura 23 plotamos a relação derivada por Dors et al. (2017) ao analisarem uma amostra de núcleos Seyfert 2, cuja equação é dada pela Equação 4.2. Nota-se que há uma excelente concordância entre as relações derivadas para LINERs e Seyferts, o que pode indicar que, apesar de objetos de classes distintas, estes possuem processos de enriquecimento do meio interestelar similares.

$$\log(N/H) = 1.05(\pm 0.09) \times [\log(O/H)] - 0.35(\pm 0.33) \quad (4.2)$$

Figura 23 –  $\log(N/H)$  versus  $\log(O/H)$  preditos por nossos modelos de fotoionização. Pontos representam as abundâncias derivadas para cada objeto da amostra, enquanto a reta vermelha representa o ajuste linear à esses pontos (Eq. 4.1). A reta preta representa a equação derivada por Dors et al. (2017) para amostra de núcleos Seyfert 2 (Eq. 4.2) Barras de erro representam as incertezas de 0.2 dex e 0.1 dex em nossas estimativas de  $\log(O/H)$  e  $\log(N/H)$ , respectivamente. As retas tracejadas representam os erros de cada ajuste linear.



Fonte: O Autor

## 5 Conclusões e Perspectivas futuras

A determinação de abundância química de galáxias é fundamental para a compreensão da evolução desses objetos. O método amplamente aceito para se determinar a abundância química de um dado elemento é o chamado de Método -  $T_e$ . Entretanto, para aplicar tal método é necessário obter os fluxos de linhas aurorais, por exemplo [O III]  $\lambda 4363$  e [N II]  $\lambda 5755$ , muito fracas e de difícil observação.

A alternativa ao Método -  $T_e$  é o chamado "Método das Linhas Fortes" e, consiste em estabelecer uma relação (calibração) entre a abundância de um dado elemento e razões de linhas que são facilmente observadas no espectro do objeto estudado. Existem várias calibrações para a determinação da abundância química em regiões de formação estelar, todavia para AGNs esses calibradores são escassos na literatura. Para galáxias LINER não foi encontrada nenhuma calibração disponível na literatura.

Este trabalho consiste de dois estudos acerca da abundância química em 43 galáxias LINER. Os dados utilizados compreendem espectros no intervalo de comprimento de onda de 3600 Å a 10000 Å, obtidos com o SDSS-IV MaNGA. O primeiro estudo foi publicado na revista MNRAS, cuja cópia do artigo encontra-se nos apêndices desta monografia. Para derivar a abundância de oxigênio foram construídos modelos de fotoionização usando o código CLOUDY, considerando estrelas p-AGB com diferentes temperaturas a fim de reproduzir as intensidades das razões de linhas observadas. Por meio de interpolação linear dos resultados dos modelos pode-se derivar duas calibrações para estimar O/H em núcleos LINERs: uma calibração empregando o índice  $N2$  e outra utilizando o índice  $O3N2$ .

Através das calibrações derivadas neste estudo, estimou-se que a abundância de oxigênio nos núcleos analisados varia entre  $8.48 \leq 12 + \log(O/H) \leq 8.84$ , com valor médio de  $12 + \log(O/H) = 8.65$ . A fim de verificar a validade das calibrações, derivou-se O/H por meio da extrapolação do gradiente de metalicidade e comparou-se ambos os resultados, verificando que estes concordam, validando portanto as calibrações aqui propostas.

O segundo estudo trata da abundância do nitrogênio nas LINERs. Para determinar N/H construímos modelos de fotoionização detalhados a fim de reproduzir as intensidades das linhas de emissão de cada objeto. Baseados nesses modelos pode-se estimar a abundância de nitrogênio variando entre  $7.6 \leq 12 + \log(N/H) \leq 8.5$ , com aproximadamente 70% dos objetos com abundância superiores à abundância solar. Os valores de N/O derivados por meio destes modelos estão em consonância com aqueles derivados para núcleos de Seyfert 2, bem como para regiões H II metálicas localizadas em discos de galáxias espirais. Nossas abundâncias também estão em acordo com valores derivados para outros núcleos LINERs. Por meio de nossos modelos pode-se derivar uma relação entre abundância de nitrogênio e abundância de oxigênio,

evidenciando que o nitrogênio nestes objetos possuem majoritariamente produção secundária.

## REFERÊNCIAS

- AGUADO, D. S. et al. The Fifteenth Data Release of the Sloan Digital Sky Surveys: First Release of MaNGA-derived Quantities, Data Visualization Tools, and Stellar Library. *The Astrophysical Journals*, v. 240, n. 2, p. 23, fev. 2019.
- ALLOIN, D. et al. Nitrogen and oxygen abundances in galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, v. 78, p. 200–216, set. 1979.
- ANTONUCCI, R. Unified models for active galactic nuclei and quasars. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, v. 31, p. 473–521, jan. 1993.
- ANTONUCCI, R. R. J. et al. Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068. *The Astrophysical Journal*, v. 297, p. 621–632, out. 1985.
- ARMAH, M. et al. Oxygen abundances in the narrow line regions of Seyfert galaxies and the metallicity-luminosity relation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 520, n. 2, p. 1687–1703, abr. 2023.
- ASPLUND, M. et al. The Chemical Composition of the Sun. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, v. 47, n. 1, p. 481–522, Sep 2009.
- BALDWIN, J. A. et al. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. *Astronomical Society of the Pacific*, v. 93, p. 5–19, fev. 1981.
- BELFIORE, F. et al. SDSS IV MaNGA - spatially resolved diagnostic diagrams: a proof that many galaxies are LIERs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 461, n. 3, p. 3111–3134, set. 2016.
- \_\_\_\_\_. SDSS IV MaNGA - metallicity and nitrogen abundance gradients in local galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 469, n. 1, p. 151–170, jul. 2017.
- \_\_\_\_\_. The Data Analysis Pipeline for the SDSS-IV MaNGA IFU Galaxy Survey: Emission-line Modeling. *The Astronomical Journal*, v. 158, n. 4, p. 160, out. 2019.
- BERG, D. A. et al. CHAOS IV: Gas-phase Abundance Trends from the First Four CHAOS Galaxies. *The Astrophysical Journal*, v. 893, n. 2, p. 96, abr. 2020.
- \_\_\_\_\_. CHAOS I. Direct Chemical Abundances for H II Regions in NGC 628. *The Astrophysical Journal*, v. 806, n. 1, p. 16, jun. 2015.
- BINETTE, L. et al. Photoionization in elliptical galaxies by old stars. *Astronomy & Astrophysics*, v. 292, p. 13–19, dez. 1994.
- BLANC, G. A. et al. The Spatially Resolved Star Formation Law From Integral Field Spectroscopy: VIRUS-P Observations of NGC 5194. *The Astrophysical Journal*, v. 704, n. 1, p. 842–862, out. 2009.
- BLANTON, M. R. et al. Sloan Digital Sky Survey IV: Mapping the Milky Way, Nearby Galaxies, and the Distant Universe. *The Astronomical Journal*, v. 154, n. 1, p. 28, jul. 2017.

- BOGGS, P. T. et al. Orthogonal Distance Regression. In: *Contemporary Mathematics*. [S.l.: s.n.], 1990. (Statistical analysis of measurement error models and applications: proceedings of the AMS-IMS-SIAM joint summer research conference, v. 112), p. 186.
- BREMER, M. et al. What produces the extended LINER-type emission in the NUGA galaxy NGC 5850? *Astronomy & Astrophysics*, v. 558, p. A34, out. 2013.
- BUNDY, K. et al. Overview of the SDSS-IV MaNGA Survey: Mapping nearby Galaxies at Apache Point Observatory. *The Astrophysical Journal*, v. 798, p. 7, jan. 2015.
- CAPPELLARI, M. et al. Adaptive spatial binning of integral-field spectroscopic data using Voronoi tessellations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 342, n. 2, p. 345–354, jun. 2003.
- CARDELLI, J. A. et al. The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction. *The Astrophysical Journal*, v. 345, p. 245, Oct 1989.
- CARVALHO, S. P. et al. Chemical abundances of Seyfert 2 AGNs - II. N2 metallicity calibration based on SDSS. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 492, n. 4, p. 5675–5683, mar. 2020.
- CASTANEDA, H. O. et al. Density studies on giant extragalactic HII regions. *Astronomy & Astrophysics*, v. 260, p. 370–380, jul. 1992.
- CASTRO, C. S. et al. New metallicity calibration for Seyfert 2 galaxies based on the N2O2 index. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 467, p. 1507–1514, maio 2017.
- CEDRÉS, B. et al. The Filling Factor-Radius Relation for 58 H II Regions across the Disk of NGC 6946. *The Astrophysical Journal*, v. 765, n. 1, p. L24, mar. 2013.
- CID FERNANDES, R. et al. A comprehensive classification of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: how to tell true from fake AGN? *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 413, p. 1687–1699, maio 2011.
- \_\_\_\_\_. Alternative diagnostic diagrams and the ‘forgotten’ population of weak line galaxies in the SDSS. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 403, n. 2, p. 1036–1053, abr. 2010.
- CONGIU, E. et al. High-resolution spectroscopy of the extended narrow-line region of IC 5063 and NGC 7212. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 471, n. 1, p. 562–588, out. 2017.
- CONSELICE, C. J. *The Evolution of Starburst Galaxies*. 2000.
- CONSTANTIN, A. et al. Dissecting the Power Sources of Low-Luminosity Emission-Line Galaxy Nuclei via Comparison of HST-STIS and Ground-Based Spectra. *The Astrophysical Journal*, v. 814, n. 2, p. 149, dez. 2015.
- COPETTI, M. V. F. et al. Internal variation of electron density in galactic Hbt II regions. *Astronomy & Astrophysics*, v. 357, p. 621–636, maio 2000.
- DENICOLÓ, G. et al. New light on the search for low-metallicity galaxies - I. The N2 calibrator. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 330, p. 69–74, fev. 2002.

- DOPITA, M. A. et al. Shock Excitation of LINERs. v. 103, p. 44, 1996.
- DORS, O. L. Chemical abundances in Seyfert galaxies - VI. Empirical abundance calibration. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 507, n. 1, p. 466–474, out. 2021.
- DORS, O. L. et al. Nature and chemical abundances of a sample of Lyman- $\alpha$  emitter objects at high redshift. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 479, n. 2, p. 2294–2307, set. 2018.
- \_\_\_\_\_. New quantitative nitrogen abundance estimations in a sample of Seyfert 2 active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 468, n. 1, p. L113–L117, jun. 2017.
- \_\_\_\_\_. Metallicity evolution of AGNs from UV emission lines based on a new index. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 443, p. 1291–1300, set. 2014.
- \_\_\_\_\_. On the central abundances of active galactic nuclei and star-forming galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 453, p. 4102–4111, nov. 2015.
- \_\_\_\_\_. Abundance gradients in a sample of barred spiral galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, v. 437, p. 837–847, jul. 2005.
- \_\_\_\_\_. Analysing derived metallicities and ionization parameters from model-based determinations in ionized gaseous nebulae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 415, n. 4, p. 3616–3626, ago. 2011.
- \_\_\_\_\_. Chemical abundances of Seyfert 2 AGNs - III. Reducing the oxygen abundance discrepancy. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 496, n. 3, p. 3209–3221, jun. 2020.
- DRORY, N. et al. The MaNGA Integral Field Unit fiber system for the SLOAN 2.5m Telescope. *The Astronomical Journal*, American Astronomical Society, v. 149, n. 2, p. 77, jan 2015.
- EDMUNDS, M. G. et al. On the composition of H II regions in southern galaxies. III - NGC 2997 and 7793. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 211, p. 507–519, dez. 1984.
- ELMEGREEN, B. G. et al. Optical Tracers of Spiral Wave Resonances in Galaxies. II. Hidden Three-Arm Spirals in a Sample of 18 Galaxies. *The Astrophysical Journals*, v. 79, p. 37, mar. 1992.
- ESTEBAN, C. et al. Chemical composition of the Orion nebula derived from echelle spectrophotometry. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 295, p. 401–422, abr. 1998.
- FERLAND, G. J. et al. The 2017 Release Cloudy. *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, v. 53, p. 385–438, Oct 2017.
- \_\_\_\_\_. Are there any shock-heated galaxies. *Astrophysical Journal*, v. 264, p. 105–113, jan. 1983.
- FERMI, S. T. *Exploring Active Galactic Nuclei*. 2016. Disponível em: <<https://fermi.gsfc.nasa.gov/science/eteu/agn/> Acesso em: 08 out. 2023>.

- FILHO, K. O. et al. *Astronomia e Astrofísica*. [S.l.: s.n.], 2004.
- FREITAS, I. C. et al. Outflows in the narrow-line region of bright Seyfert galaxies - I. GMOS-IFU data. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 476, n. 2, p. 2760–2778, maio 2018.
- GALLEGO, J. et al. The Current Star Formation Rate of the Local Universe. *The Astrophysical Journal*, v. 455, p. L1, dez. 1995.
- GARNETT, D. R. et al. Si/O Abundance Ratios in Extragalactic H II Regions from Hubble Space Telescope UV Spectroscopy. *The Astrophysical Journal*, v. 449, p. L77, ago. 1995.
- GREVESSE, N. et al. Standard Solar Composition. *Space Science Reviews*, v. 85, p. 161–174, maio 1998.
- GRISONI, V. et al. Nitrogen evolution in the halo, thick disc, thin disc, and bulge of the Galaxy. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 508, n. 1, p. 719–727, nov. 2021.
- GROVES, B. A. et al. Emission-line diagnostics of low-metallicity active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 371, n. 4, p. 1559–1569, Oct 2006.
- HAGELE, G. F. et al. Precision abundance analysis of bright HII galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 383, p. 209–229, jan. 2008.
- HALPERN, J. P. et al. Low-ionization active galactic nuclei - X-ray or shock heated? *Astrophysical Journal*, v. 269, p. L37–L41, jun. 1983.
- HAMANN, F. et al. The Chemical Evolution of QSOs and the Implications for Cosmology and Galaxy Formation. *The Astrophysical Journal*, v. 418, p. 11, nov. 1993.
- HECKMAN, T. M. An optical and radio survey of the nuclei of bright galaxies - Activity in normal galactic nuclei. *Astronomy & Astrophysics*, v. 87, p. 152–164, jul. 1980.
- HO, L. C. Nuclear Activity in Nearby Galaxies. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, v. 46, p. 475–539, set. 2008.
- HOLWEGGER, H. Photospheric abundances: Problems, updates, implications. In: Wimmer-Schweingruber, R. F. (Ed.). *Joint SOHO/ACE workshop “Solar and Galactic Composition”*. [S.l.: s.n.], 2001. (American Institute of Physics Conference Series, v. 598), p. 23–30.
- HOOFF, P. A. M. van. *Photo-ionization studies of nebulae*. Tese (Doutorado) — Rijksuniversiteit Groningen, 1997.
- HUBBLE, E. P. *Realm of the Nebulae*. [S.l.: s.n.], 1936.
- HUMASON, M. L. The Apparent Radial Velocities of 100 Extra-Galactic Nebulae. *The Astrophysical Journals*, v. 83, p. 10, jan. 1936.
- JENSEN, E. B. et al. Composition Gradients in Spiral Galaxies: a Consistency Check on the - Wave Theory. *The Astrophysical Journal*, v. 209, p. 748–769, nov. 1976.
- JOHNSON, J. W. et al. Empirical constraints on the nucleosynthesis of nitrogen. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 520, n. 1, p. 782–803, mar. 2023.

- KAKKAD, D. et al. Spatially resolved electron density in the narrow line region of  $z < 0.02$  radio AGNs. *Astronomy & Astrophysics*, v. 618, p. A6, out. 2018.
- KAUFFMANN, G. et al. The host galaxies of active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 346, p. 1055–1077, dez. 2003.
- KENNICUTT, R. C. J. et al. The Composition Gradient in M101 Revisited. II. Electron Temperatures and Implications for the Nebular Abundance Scale. *The Astrophysical Journal*, v. 591, n. 2, p. 801–820, jul. 2003.
- KEWLEY, L. J. et al. Using Strong Lines to Estimate Abundances in Extragalactic H II Regions and Starburst Galaxies. *The Astrophysical Journals*, v. 142, n. 1, p. 35–52, set. 2002.
- \_\_\_\_\_. Theoretical Modeling of Starburst Galaxies. *The Astrophysical Journal*, v. 556, n. 1, p. 121–140, jul. 2001.
- KRABBE, A. C. *Flutuação de temperatura eletrônica na região HII de 30 Doradus*. 53 p. Dissertação (Mestrado em Física) — Universidade Federal de Santa Maria, Santa Maria, 2001.
- KRABBE, A. C. et al. Chemical abundance of the LINER galaxy UGC 4805 with SDSS-IV MaNGA. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 505, n. 2, p. 2087–2102, ago. 2021.
- KUMARI, N. et al. Metallicity calibrations for diffuse ionized gas and low-ionization emission regions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 485, n. 1, p. 367–381, May 2019.
- LAW, D. R. et al. The Data Reduction Pipeline for the SDSS-IV MaNGA IFU Galaxy Survey. *Astrophysical Journals*, v. 152, p. 83, out. 2016.
- LICQUIA, T. C. et al. Improved Estimates of the Milky Way's Stellar Mass and Star Formation Rate from Hierarchical Bayesian Meta-Analysis. *The Astrophysical Journal*, v. 806, n. 1, p. 96, jun. 2015.
- LIMA, G. B. N. *Astronomia Extragaláctica e Cosmologia*. [S.l.]: IAG, 2022.
- MAGRINI, L. et al. The Gaia-ESO Survey: The N/O abundance ratio in the Milky Way. *Astronomy & Astrophysics*, v. 618, p. A102, out. 2018.
- MARINO, R. A. et al. The O3N2 and N2 abundance indicators revisited: improved calibrations based on califa and te-based literature data. *Astronomy & Astrophysics*, v. 559, p. A114, 2013.
- MATTEUCCI, F. Some considerations on the origin of nitrogen. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 221, p. 911–921, ago. 1986.
- MCCALL, M. L. et al. The chemistry of galaxies. I - The nature of giant extragalactic H II regions. *The Astrophysical Journal*, v. 57, p. 1–62, jan. 1985.
- MCGAUGH, S. S. H II region abundances - Model oxygen line ratios. *Astrophysical Journal*, v. 380, p. 140–150, out. 1991.
- MESA-DELGADO, A. et al. Small-spatial-scale variations of nebular properties and the abundance discrepancy in three Galactic HII regions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 405, n. 4, p. 2651–2667, jul. 2010.

- \_\_\_\_\_. Integral field spectroscopy of selected areas of the Bright bar and Orion-S cloud in the Orion nebula. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 417, n. 1, p. 420–433, out. 2011.
- MEYER, D. M. et al. The Definitive Abundance of Interstellar Oxygen. *The Astrophysical Journal*, v. 493, n. 1, p. 222–229, jan. 1998.
- MEYNET, G. et al. The origin of primary nitrogen in galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, v. 381, p. L25–L28, jan. 2002.
- MINGOZZI, M. et al. The MAGNUM survey: different gas properties in the outflowing and disc components in nearby active galaxies with MUSE. *Astronomy & Astrophysics*, v. 622, p. A146, fev. 2019.
- MOLINA, M. et al. The Shocking Power Sources of LINERs. *The Astrophysical Journals*, v. 864, n. 1, p. 90, set. 2018.
- NAGAO, T. et al. Gas metallicity in the narrow-line regions of high-redshift active galactic nuclei. *A&A*, v. 447, n. 3, p. 863–876, 2006.
- NASA, E. . *Images from Hubble Space Telescope*. 2023. Disponível em: <[https://www-spacetelescope.org/images](https://www.spacetelescope.org/images) Acesso em: 08 out. 2023>.
- NASCIMENTO, J. C. et al. Gas-phase metallicity determinations in nearby AGNs with SDSS-IV MaNGA: evidence of metal-poor accretion. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 513, n. 1, p. 807–821, jun. 2022.
- NETZER, H. *The Physics and Evolution of Active Galactic Nuclei*. [S.l.: s.n.], 2013.
- O'DELL, C. R. et al. Structure and physical conditions in the Huygens region of the Orion nebula. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 464, n. 4, p. 4835–4857, fev. 2017.
- OEY, M. S. et al. The Survey for Ionization in Neutral Gas Galaxies. III. Diffuse, Warm Ionized Medium and Escape of Ionizing Radiation. *The Astrophysical Journal*, v. 661, n. 2, p. 801–814, jun. 2007.
- OLIVEIRA, C. B. et al. Chemical abundance of LINER galaxies - metallicity calibrations based on SDSS-IV MaNGA. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 515, n. 4, p. 6093–6108, out. 2022.
- OSTERBROCK, D. E. et al. *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. [S.l.]: University Science Books, 2006.
- PAGEL, B. E. J. et al. On the composition of H II regions in southern galaxies. I - NGC 300 and 1365. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 189, p. 95–113, out. 1979.
- PEIMBERT, A. et al. On the O/H, Mg/H, Si/H, and Fe/H Gas and Dust Abundance Ratios in Galactic and Extragalactic H II Regions. *The Astrophysical Journal*, v. 724, n. 1, p. 791–798, nov. 2010.
- PÉREZ-DÍAZ, B. et al. Chemical abundances in the nuclear region of nearby galaxies from the Palomar Survey. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 505, n. 3, p. 4289–4309, ago. 2021.

- PÉREZ-MONTERO, E. et al. The impact of the nitrogen-to-oxygen ratio on ionized nebula diagnostics based on [NII] emission lines. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 398, n. 2, p. 949–960, set. 2009.
- \_\_\_\_\_. The softness diagram for MaNGA star-forming regions: diffuse ionized gas contamination or local HOLMES predominance? *Astronomy & Astrophysics*, v. 669, p. A88, jan. 2023.
- PETERSON, B. M. *An Introduction to Active Galactic Nuclei*. [S.l.: s.n.], 1997.
- PETTINI, M. et al. [OIII]/[NII] as an abundance indicator at high redshift. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 348, p. L59–L63, mar. 2004.
- PILYUGIN, L. S. Oxygen abundances in dwarf irregular galaxies and the metallicity-luminosity relationship. *Astronomy & Astrophysics*, v. 374, p. 412–420, ago. 2001.
- \_\_\_\_\_. The oxygen abundance distribution in M 101. *Astronomy & Astrophysics*, v. 373, p. 56–62, jul. 2001.
- PILYUGIN, L. S. et al. New calibrations for abundance determinations in H II regions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 457, p. 3678–3692, abr. 2016.
- \_\_\_\_\_. On the maximum value of the cosmic abundance of oxygen and the oxygen yield. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 376, p. 353–360, mar. 2007.
- \_\_\_\_\_. On the maximum value of the cosmic abundance of oxygen and the oxygen yield. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 376, n. 1, p. 353–360, mar. 2007.
- \_\_\_\_\_. Oxygen and nitrogen abundances in nearby galaxies. Correlations between oxygen abundance and macroscopic properties. *Astronomy & Astrophysics*, v. 425, p. 849–869, Oct 2004.
- PRIETO, C. et al. The Forbidden Abundance of Oxygen in the Sun. *The Astrophysical Journal*, v. 556, n. 1, p. L63–L66, jul. 2001.
- RAUCH, T. A grid of synthetic ionizing spectra for very hot compact stars from NLTE model atmospheres. *Astronomy & Astrophysics*, v. 403, p. 709–714, maio 2003.
- REVALSKI, M. et al. Quantifying Feedback from Narrow Line Region Outflows in Nearby Active Galaxies. I. Spatially Resolved Mass Outflow Rates for the Seyfert 2 Galaxy Markarian 573. *The Astrophysical Journal*, v. 856, n. 1, p. 46, mar. 2018.
- RICCI, T. V. et al. IFU spectroscopy of 10 early-type galactic nuclei - II. Nuclear emission line properties. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 440, p. 2442–2456, maio 2014.
- \_\_\_\_\_. Integral field unit spectroscopy of 10 early-type galactic nuclei - I. Principal component analysis Tomography and nuclear activity. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 440, p. 2419–2441, maio 2014.
- \_\_\_\_\_. IFU spectroscopy of 10 early-type galactic nuclei - III. Properties of the circumnuclear gas emission. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 451, p. 3728–3758, ago. 2015.

- RODRIGUEZ-PASCUAL, P. M. et al. The broad line region of narrow-line Seyfert 1 galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, v. 327, p. 72–80, nov. 1997.
- SÁNCHEZ, S. F. et al. Pipe3D, a pipeline to analyze Integral Field Spectroscopy Data: II. Analysis sequence and CALIFA dataproducts. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, v. 52, p. 171–220, abr. 2016.
- SCHNEIDER, P. *Extragalactic astronomy and cosmology: an introduction*. [S.l.: s.n.], 2014.
- SEYFERT, C. K. Nuclear Emission in Spiral Nebulae. *Astrophysical Journal*, v. 97, p. 28, jan. 1943.
- SHIELDS, J. C. Normal O stars in dense media generate LINERs. *Astrophysical Journal*, v. 399, p. L27–L30, nov. 1992.
- SINGH et al. The nature of liner galaxies: - ubiquitous hot old stars and rare accreting black holes. *Astronomy & Astrophysics*, v. 558, p. A43, 2013.
- SMEE, S. A. et al. The Multi-object, Fiber-fed Spectrographs for the Sloan Digital Sky Survey and the Baryon Oscillation Spectroscopic Survey. *The Astronomical Journal*, v. 146, n. 2, p. 32, ago. 2013.
- STORCHI-BERGMANN, T. et al. Ultraviolet to near-infrared spectral distributions of star-forming galaxies: Metallicity and age effects. *Astrophysical Journal*, v. 429, p. 572–581, jul. 1994.
- \_\_\_\_\_. Chemical Abundance Calibrations for the Narrow-Line Region of Active Galaxies. *Astronomical Journal*, v. 115, p. 909–914, mar. 1998.
- TALBOT, R. J. et al. Some Recent Results from Galactic and Stellar Evolution Theory. *The Astrophysical Journal*, v. 190, p. 605–608, jun. 1974.
- TANIGUCHI, Y. et al. Poststarburst Models of LINERs. *The Astronomical Journal*, v. 120, p. 1265–1272, set. 2000.
- TERLEVICH, R. et al. Warmers - The missing link between Starburst and Seyfert galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 213, p. 841–856, abr. 1985.
- THUAN, T. X. et al. The Redshift Evolution of Oxygen and Nitrogen Abundances in Emission-Line SDSS Galaxies. *The Astrophysical Journal*, v. 712, n. 2, p. 1029–1048, abr. 2010.
- TREMONTI, C. A. et al. The Origin of the Mass-Metallicity Relation: Insights from 53,000 Star-forming Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *The Astrophysical Journal*, v. 613, n. 2, p. 898–913, out. 2004.
- TRURAN, J. W. et al. Evolutionary Models of Nucleosynthesis in the Galaxy. *Astronomy & Astrophysics, Supplement*, v. 14, n. 1, p. 179–222, nov. 1971.
- VILA-COSTAS, M. B. et al. The relation between abundance gradients and the physical properties of spiral galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 259, p. 121–145, nov. 1992.
- WAKE, D. A. et al. The SDSS-IV MaNGA Sample: Design, Optimization, and Usage Considerations. *The Astronomical Journal*, v. 154, n. 3, p. 86, set. 2017.

- WESTFALL, K. B. et al. The Data Analysis Pipeline for the SDSS-IV MaNGA IFU Galaxy Survey: Overview. *The Astronomical Journal*, v. 158, n. 6, p. 231, dez. 2019.
- WINKLER, H. Line, LINER, linest - from micro-AGN to ultra-luminous LINERs. One and the same? *arXiv e-prints*, set. 2014.
- WOO, J.-H. et al. Active Galactic Nucleus Black Hole Masses and Bolometric Luminosities. *Astrophysical Journal*, v. 579, p. 530–544, nov. 2002.
- YAN, R. et al. The Nature of LINER-like Emission in Red Galaxies. *Astrophysical Journal*, v. 747, p. 61, mar. 2012.
- ZARITSKY, D. et al. H II regions and the abundance properties of spiral galaxies. *Astrophysical Journal*, v. 420, p. 87–109, jan. 1994.
- ZHANG, K. et al. SDSS-IV MaNGA: the impact of diffuse ionized gas on emission-line ratios, interpretation of diagnostic diagrams and gas metallicity measurements. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 466, n. 3, p. 3217–3243, abr. 2017.
- ZINCHENKO, I. A. et al. Oxygen abundance maps of CALIFA galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 462, n. 3, p. 2715–2733, nov. 2016.
- \_\_\_\_\_. The dependence of the gradients of oxygen and nitrogen-to-oxygen on stellar age in MaNGA galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, v. 655, p. A58, nov. 2021.

## Apêndices

# Chemical abundance of LINER galaxies – metallicity calibrations based on SDSS-IV MaNGA

C. B. Oliveira, Jr <sup>1,★</sup>, A. C. Krabbe <sup>1,★</sup>, J. A. Hernandez-Jimenez <sup>1</sup>, O. L. Dors, Jr <sup>1</sup>,  
I. A. Zinchenko,<sup>2,3</sup> G. F. Hägele,<sup>4,5</sup> M. V. Cardaci <sup>4,5</sup> and A. F. Monteiro<sup>1,6</sup>

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

<sup>2</sup>Faculty of Physics, Ludwig-Maximilians-Universität, Scheinerstr. 1, D-81679 Munich, Germany

<sup>3</sup>Main Astronomical Observatory, National Academy of Sciences of Ukraine, 27 Akad. Zabolotnoho St., UA-03680 Kyiv, Ukraine

<sup>4</sup>Instituto de Astrofísica de La Plata (CONICET La Plata–UNLP), Avenida Centenario, Paseo del Bosque, S/N, B1900FWA, La Plata, Argentina

<sup>5</sup>Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata, Paseo del Bosque s/n, 1900 La Plata, Argentina

<sup>6</sup>Instituto Federal do Maranhão, Av. Newton Bello, s/n, Imperatriz, MA 65906-335, Brazil

Accepted 2022 July 20. Received 2022 June 24; in original form 2022 March 11

## ABSTRACT

The ionizing source of low-ionization nuclear emission-line regions (LINERs) is uncertain. Because of this, an empirical relation to determine the chemical abundances of these objects has not been proposed. In this work, for the first time, we derived two semi-empirical calibrations based on photoionization models to estimate the oxygen abundance of LINERs as a function of the  $N2$  and  $O3N2$  emission-line intensity ratios. These relations were calibrated using oxygen abundance estimations obtained by comparing the observational emission-line ratios of 43 LINER galaxies (taken from the MaNGA survey) and grids of photoionization models built with the CLOUDY code assuming post-asymptotic giant branch stars with different temperatures. We found that the oxygen abundance of LINERs in our sample is in the  $8.48 \lesssim 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \lesssim 8.84$  range, with a mean value of  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.65$ . We recommend the use of the  $N2$  index to estimate the oxygen abundances of LINERs, since the calibration with this index presented a much smaller dispersion than the  $O3N2$  index. In addition, the estimated metallicities are in good agreement with those derived by extrapolating the disc oxygen abundance gradients to the centre of the galaxies showing that the assumptions of the models are suitable for LINERs. We also obtained a calibration between the logarithm of the ionization parameter and the  $[\text{O III}]/[\text{O II}]$  emission-line ratio.

**Key words:** ISM: abundances – galaxies: abundances – galaxies: nuclei.

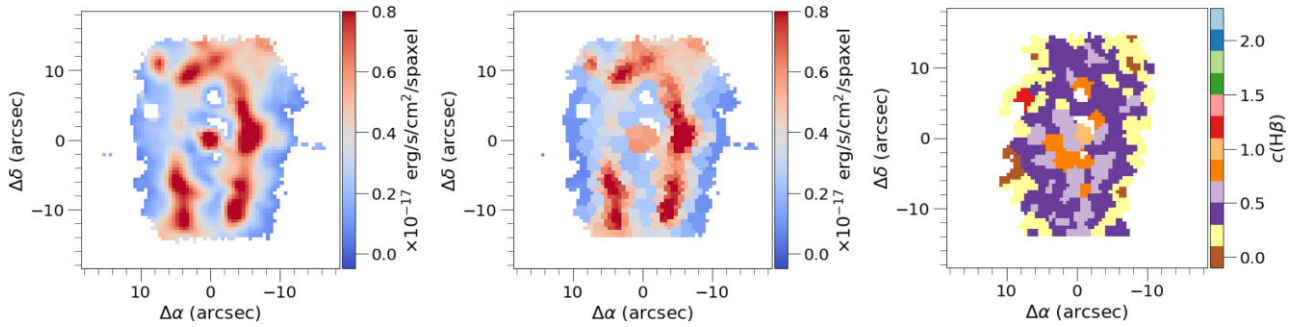
## 1 INTRODUCTION

Chemical abundance is a fundamental parameter for understanding the formation and evolution of galaxies. The metallicity ( $Z$ ), i.e. the content of metals relative to hydrogen, is usually traced and parametrized by the oxygen abundance relative to the hydrogen ( $\text{O}/\text{H}$ ) of the gas phase, since oxygen is one of the most abundant elements produced after primordial nucleosynthesis. The metallicity of the gas phase of star-forming regions (SFs) and active galactic nuclei (AGNs) can mainly be estimated using two methods. The first method, called  $T_e$  method, is based on direct determinations of electron temperatures (for a review, see Peimbert, Peimbert & Delgado-Inglada 2017 and Pérez-Montero 2017) and requires measurements of auroral emission lines such as  $[\text{O III}] \lambda 4363$  and  $[\text{N II}] \lambda 5755$ , which are generally weak or not measurable in objects with high metallicity or low excitation (van Zee et al. 1998; Díaz et al. 2007; Dors et al. 2008). This technique is used to derive the gas-phase metallicity in SFs and is widely accepted as producing the most reliable oxygen abundance estimates (Pilyugin 2003; Hägele et al. 2006, 2008; Toribio San Cipriano et al. 2017). The second method is used when it is not

possible to measure the auroral lines and the  $T_e$  method cannot be applied. Known as the strong-line method or indirect method, as suggested by Pagel et al. (1979), who followed the original idea of Jensen, Strom & Strom (1976), this method is based on calibrations between the oxygen abundance (or metallicity) and strong emission lines easily measured in SF region spectra (for a review, see López-Sánchez & Esteban 2010, Maiolino & Mannucci 2019, and Kewley, Nicholls & Sutherland 2019).

For oxygen abundances in AGNs, narrow-line regions (NLRs) of Seyfert 2 are by far the most studied, using both the  $T_e$  method (Alloin et al. 1992; Izotov & Thuan 2008; Dors et al. 2015, 2020) and strong-line methods (e.g. Storchi-Bergmann et al. 1998; Castro et al. 2017; Carvalho et al. 2020). On the other hand, for low-ionization nuclear emission-line regions (LINERs), chemical abundance studies are rarely found in the literature. LINERs appear in 1/3 of galaxies in the local Universe (Netzer 2013), and their ionization sources are still an open problem in astronomy. Heckman (1980) suggested that the main ionization/heating source of these nuclei is gas shocks. Later, Halpern & Steiner (1983) and Ferland & Netzer (1983) proposed that the accretion gas in a central black hole (AGN) should be responsible for the ionization of LINERs. Thus, the difference between LINERs and other AGN types would consist in the order of magnitude of the ionization parameter

\* E-mail: [cbo.jr@hotmail.com](mailto:cbo.jr@hotmail.com) (CBO); [angela.krabbe@gmail.com](mailto:angela.krabbe@gmail.com) (ACK)



**Figure 1.** Example of the tessellation binning based on the H $\beta$  S/N map for 8313-12705. Left-hand panel: H $\beta$  emission-line flux map. Centre panel: Voronoi re-binned H $\beta$  emission-line flux map. Right-hand panel: derived reddening map.

(Ho, Filippenko & Sargent 1993). However, Terlevich & Melnick (1985) and Shields (1992) proposed that the LINER-like emission is produced by photoionization due to hot stars that came out of the main sequence (e.g. in the post-asymptotic giant branch, post-AGB). Based on this scenario, Taniguchi, Shioya & Murayama (2000) showed that photoionization models, considering planetary nebula nuclei with a temperature of  $10^5$  K as ionizing sources, can reproduce the region occupied, at least, for a subset of type 2 LINERs in optical emission-line ratio diagnostic diagrams. Others authors (Yan & Blanton 2012, Singh et al. 2013, and Bremer et al. 2013) also proposed that these objects have composite ionizing sources, and more than one mechanism could be responsible for the gas ionization.

The unknown nature of the ionizing sources and excitation mechanisms of LINERs make it difficult to determine their metallicity using the  $T_e$  method and/or strong-line methods. Storchi-Bergmann et al. (1998) found that their calibrations work very well for the Seyfert galaxies, yielding abundance values that agree with those obtained from the extrapolation of O/H abundance gradients to the central regions of the host galaxies. However, for the LINERs, their calibrations yield lower values (up to  $\sim 0.5$  dex) than those derived through the extrapolation of O/H abundance gradients, and they concluded that their model assumptions were not suitable for LINERs. Regarding the  $T_e$ -method application to LINERs, Yan (2018) determined the electron temperature in the S $^+$  and O $^+$  zones for a sample of quiescent red sequence galaxies with low-ionization regions using spectra from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) and compared the temperature-sensitive line ratios with different model predictions to infer the metallicity of these galaxies. They found that neither the photoionization models simulated pure AGN nor the shock models simultaneously reproduced all studied line ratios. For example, high temperatures estimated from [S II] and [N II] line ratios imply subsolar metallicities, while their [N II]/[O II] line ratios required supersolar metallicities. In a recent work, Krabbe et al. (2021) estimated the oxygen abundance of the LINER nucleus of the UGC 4805 galaxy through the extrapolation of the radial abundance gradient, as well as strong emission-line calibrations for AGNs and photoionization models assuming gas accretion into a black hole (representing an AGN) and post-AGB stars with different temperatures. These authors found that all O/H abundance estimations agreed with each other. Although both AGN and post-AGB models were able to reproduce the observational data, the high gas excitation level that must be maintained at kpc scales and the results from the  $\log(\text{EW}_{\text{H}\alpha})$  versus  $\log([\text{NII}]\lambda 6584)$  diagnostic diagram (WHAN) diagram suggest that the main ionizing source of the UGC 4805 nucleus probably has a stellar origin rather than an AGN.

In this paper, we propose two new metallicity abundance calibrations for LINERs by using  $N2 = \log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$  and  $O3N2 = \log\left(\frac{[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta}{[\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha}\right)$  strong emission-line indices. To calibrate the new relations, we combined observational data with photoionization models assuming post-AGB stars as ionizing sources. Our sample is composed of 43 galaxies with LINER emission in their nuclear region and with SF emission in their discs. The observational data were compiled from the Mapping Nearby Galaxies at APO (MaNGA; Bundy et al. 2015) survey. This paper is organized as follows: Section 2 describes the observational data and the selection criteria of the sample. The methodology used to obtain the metallicity calibrations is presented in Section 3. Section 4 contains the results obtained, which are discussed in Section 5. The conclusion of the outcome is provided in Section 6.

## 2 OBSERVATIONAL DATA

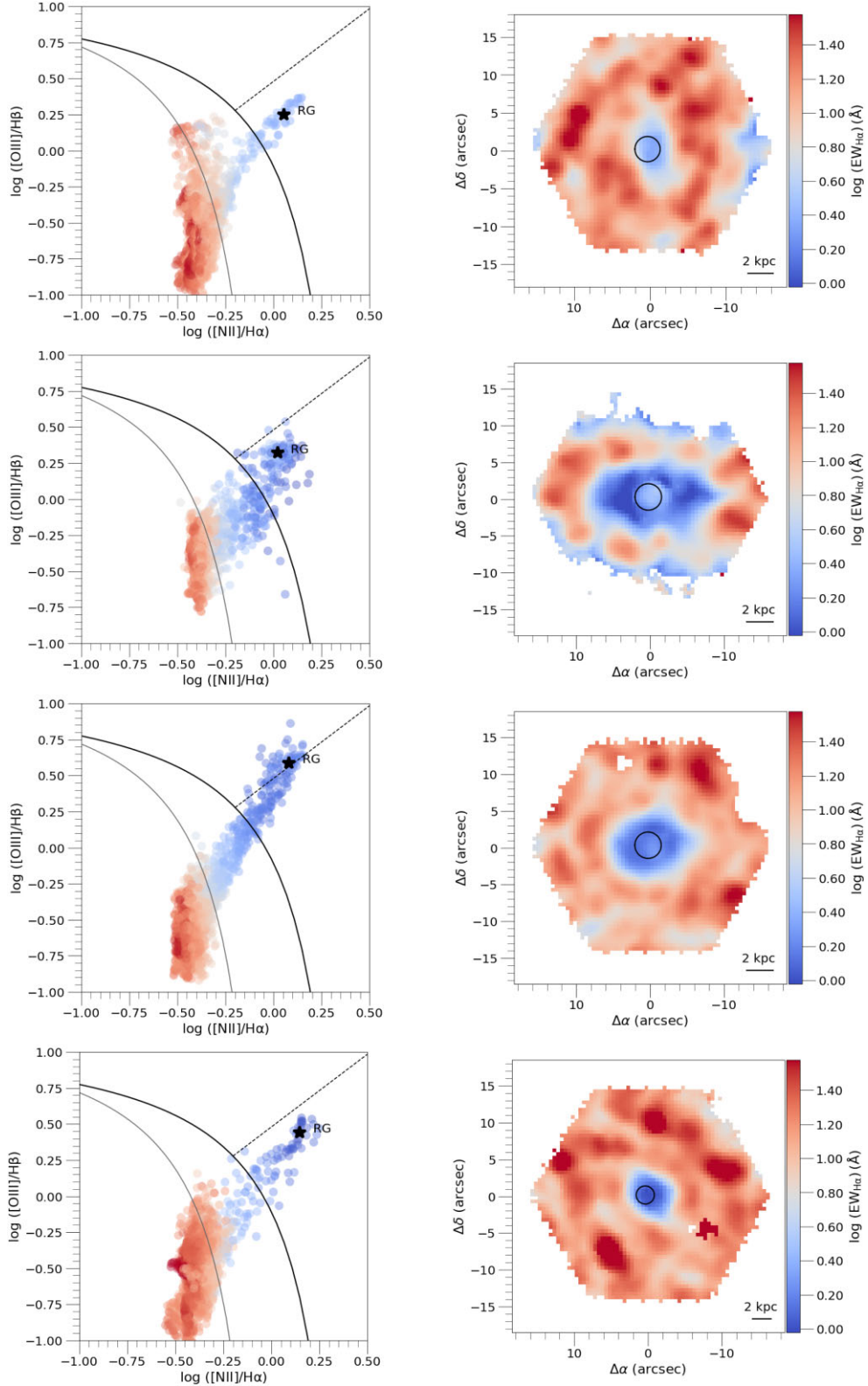
### 2.1 MaNGA overview and measurements

MaNGA is an integral field spectroscopy (IFS) survey<sup>1</sup> (Bundy et al. 2015), which observed about 10 000 galaxies in the local Universe. This survey is part of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS-IV; Blanton et al. 2017) and was performed using a 2.5 m telescope at the Apache Point Observatory. The spectra have a wavelength coverage of 3600–10 300 Å, with a spectral resolution of  $R \sim 1400$  at  $\lambda \sim 4000$  Å and  $R \sim 2600$  at  $\lambda \sim 9000$  Å, with a spatial resolution of about 2.5 arcsec due to the mean local seeing (Smee et al. 2013; Drory et al. 2015; Wake et al. 2017).

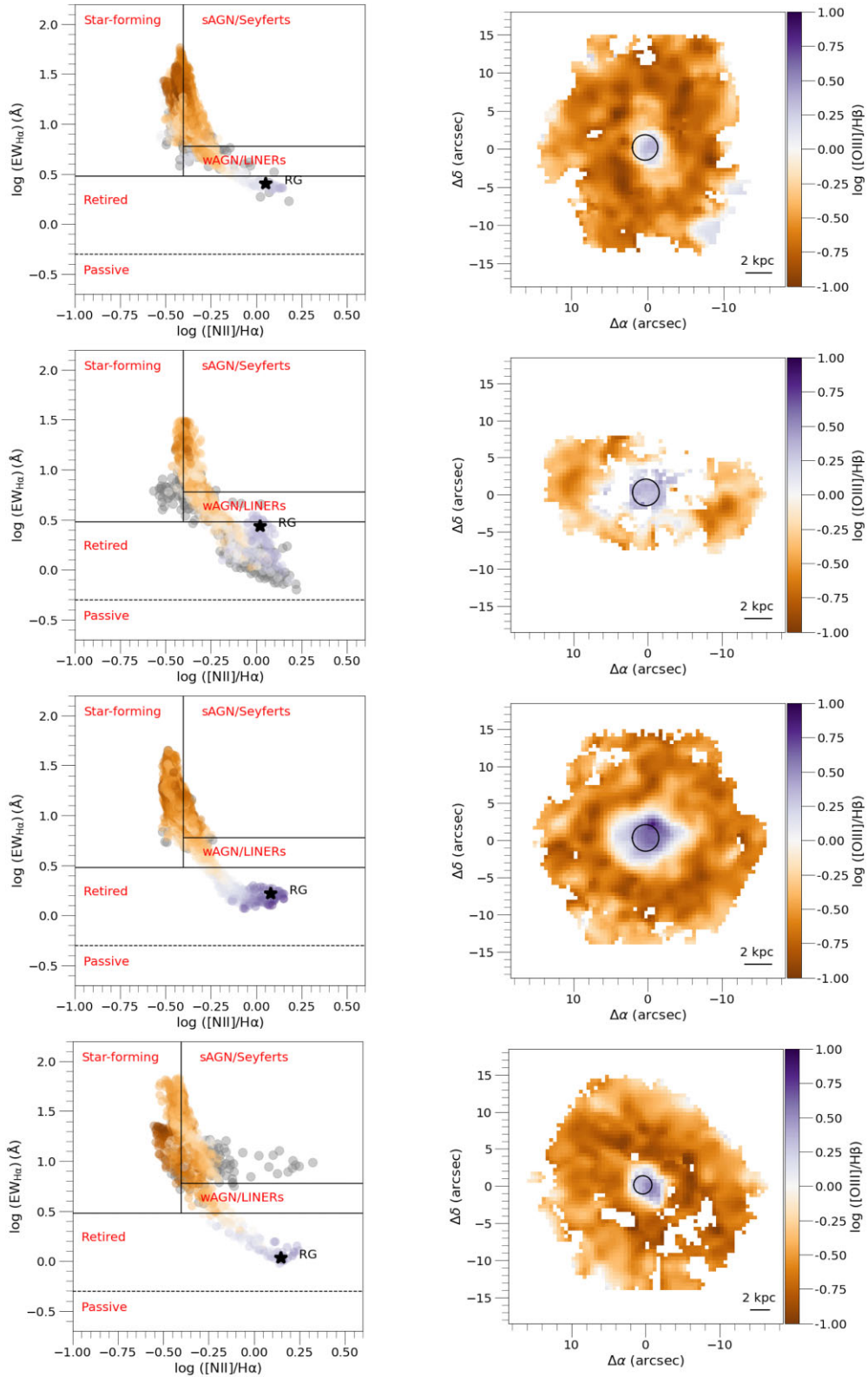
MaNGA applies a data analysis pipeline<sup>2</sup> (DAP) on the reduced IFS cubes to produce two-dimensional (2D) physical property maps (Belfiore et al. 2019; Westfall et al. 2019). Here, we describe, briefly, the DAP procedure. First, it performs a Voronoi re-binning of the cubes based on a  $g$ -band weighted signal-to-noise ratio (S/N) image to reach an S/N of at least 10 on each target. Secondly, on the cube binned, the DAP fits the stellar continuum by using the Penalized PiXel-Fitting (pPXF) method by Cappellari (2017). The stellar templates are built by hierarchically clustering the MILES stellar library (Sánchez-Blázquez et al. 2006; Falcón-Barroso et al. 2011). Finally, after the stellar continuum fitting continuum-subtracted spectra (the ‘nebular’ ones), the DAP computes measurements of the emission-line fluxes in two ways: one based on simple moments and another based on a Gaussian fitting. For further details, we refer

<sup>1</sup><https://www.sdss.org/surveys/manga/>

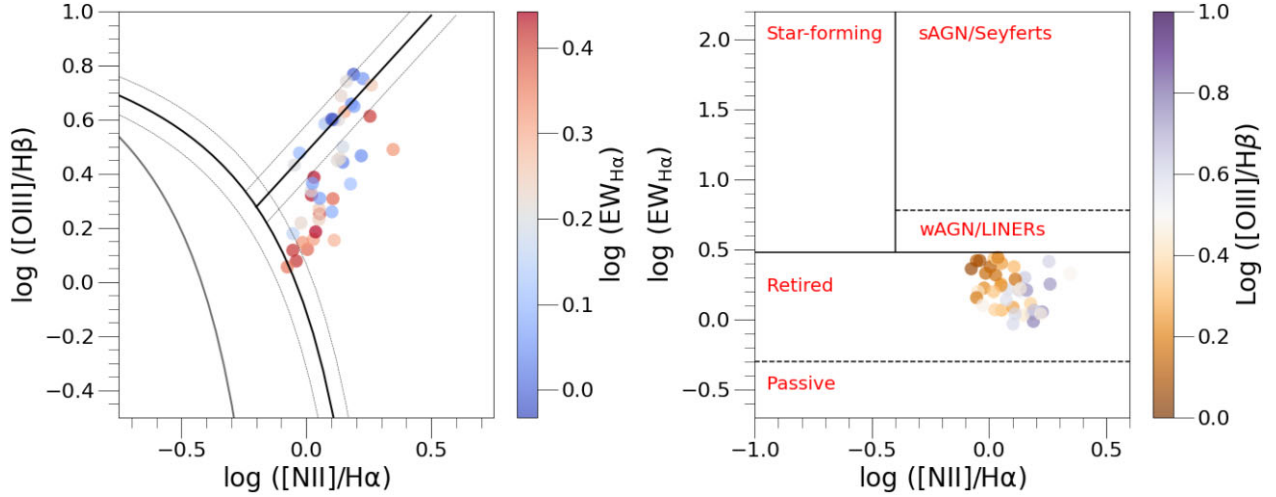
<sup>2</sup><https://www.sdss.org/dr15/manga/manga-analysis-pipeline/>



**Figure 2.** First column:  $\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta)$  versus  $\log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$  diagnostic diagram; from top to bottom, the galaxies shown are 7495-12704, 7990-12704, 8249-12704, and 8318-12703. The black solid curve represents the theoretical upper limit for the SFs proposed by Kewley et al. (2001) (Ke01); the grey solid curve is the empirical star-forming limit proposed by Kauffmann et al. (2003) (Ka03); and the black dashed line represents the separation between Seyferts and LINERs (Cid Fernandes et al. 2010). The region between the Ke01 and Ka03 lines is a denominated composite region. Point colours are the same as in the second column and depend on the  $\text{EW}_{\text{H}\alpha}$ . Second column: spatial distribution according to the  $\log(\text{EW}_{\text{H}\alpha})$ . The black stars represent the integrated estimations for the nuclear regions defined by the black circles.



**Figure 3.** First column: examples of WHAN diagrams; from top to bottom, the galaxies are 7495-12704, 7990-12704, 8249-12704, and 8318-12703. Point colours are the same as in the second column and depend on the  $\log([OIII]/H\alpha)$  ratio. Second column: spatial distribution according to the  $\log([OIII]/H\alpha)$  ratio. The black stars represent the integrated estimations for the nuclear regions defined by the black circles.



**Figure 4.** BPT and WHAN diagrams as shown in Figs 2 and 3 but considering the nuclear integrated flux for each galaxy in our sample.

the reader to Belfiore et al. (2019) and Westfall et al. (2019). For this work, we use the 2D maps built using the Gaussian fitting set taken from the Data Release 15 of MaNGA<sup>3</sup> (Aguado et al. 2019).

To work with reliable data, we masked all spaxels with  $S/N < 3$  in the 2D emission-line fluxes and equivalent width maps. All emission-line intensities were reddening corrected using the extinction curve by Cardelli, Clayton & Mathis (1989). The theoretical value used for the  $H\alpha/H\beta$  ratio is 2.87, which was obtained for the recombination case B for an electron temperature of 10 000 K at the limit of the low density (Osterbrock & Ferland 2006). We derived the 2D reddening coefficient [ $c(H\beta)$ ] maps re-binning by  $S/N$  the  $H\beta$  image using the publicly available Voronoi binning algorithm by Cappellari & Copin (2003). The target  $S/N$  per tessellation bin was 30. Fig. 1 is an example of  $H\beta$  flux and  $c(H\beta)$  tessellated maps for the galaxy 8313-12705.

## 2.2 Sample selection

As mentioned in Krabbe et al. (2021), we selected objects with LINER emission in their nuclear regions and SF emission in their discs. Furthermore, this sample is restricted to objects with LINER emission with an integrated  $H\alpha$  equivalent width ( $EW_{H\alpha}$ ) lower than 3 and higher than 0.5, which suggests that the ionization source of the nuclear region is probably post-AGBs. The sample selection followed the steps listed below.

(i) We used the  $\log([O III] \lambda 5007/H\beta)$  versus  $\log([N II] \lambda 6584/H\alpha)$  diagnostic diagram proposed by Baldwin, Phillips & Terlevich (1981), called BPT, to classify objects as H II-like regions, composite, and AGN-like objects considering the theoretical and empirical criteria proposed by Kewley et al. (2001) and Kauffmann et al. (2003), respectively. The Seyfert and LINER objects are distinguished using the Kewley et al. (2006) criteria.

(ii) We used the  $\log(EW_{H\alpha})$  versus  $\log([N II] \lambda 6584/H\alpha)$  diagnostic diagram, known as WHAN (Cid Fernandes et al. 2011), to verify if the nuclear regions initially classified as LINER using the BPT diagram occupy the same area as in the WHAN diagram. The WHAN diagram is useful to differentiate the nature of the ionization

sources of LINERs, i.e. between evolved low-mass stars (like post-AGB stars) and low-ionization AGNs. Using the  $EW_{H\alpha}$ , this diagram classifies objects into five classes of galaxies, namely:

- (a) Pure star-forming galaxies:  $\log([N II]/H\alpha) < -0.4$  and  $EW_{H\alpha} > 3 \text{ \AA}$ .
- (b) Strong AGNs:  $\log([N II]/H\alpha) > -0.4$  and  $EW_{H\alpha} > 6 \text{ \AA}$ .
- (c) Weak AGNs:  $\log([N II]/H\alpha) > -0.4$  and  $EW_{H\alpha}$  between 3 and 6  $\text{\AA}$ .
- (d) Retired galaxies (RGs; i.e. fake AGNs):  $EW_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$ .
- (e) Passive galaxies (actually, lineless galaxies):  $EW_{H\alpha}$  and  $EW_{[N II]} < 0.5 \text{ \AA}$ .

From the BPT and WHAN diagrams together with their spatial distributions, we selected all objects whose nuclei are in the LINER zone in the first diagram and the RG zone in the second. We also required that the disc spaxels be in the SF zone of both diagrams. The BPT and WHAN diagrams are in Figs 2 and 3, respectively, together with their spatial distributions, for the galaxies 7495-12704, 7990-12704, 8249-12704, and 8318-12703 belonging to our final sample. At this step, we selected all objects with the same spatial distribution pattern, following the procedures below.

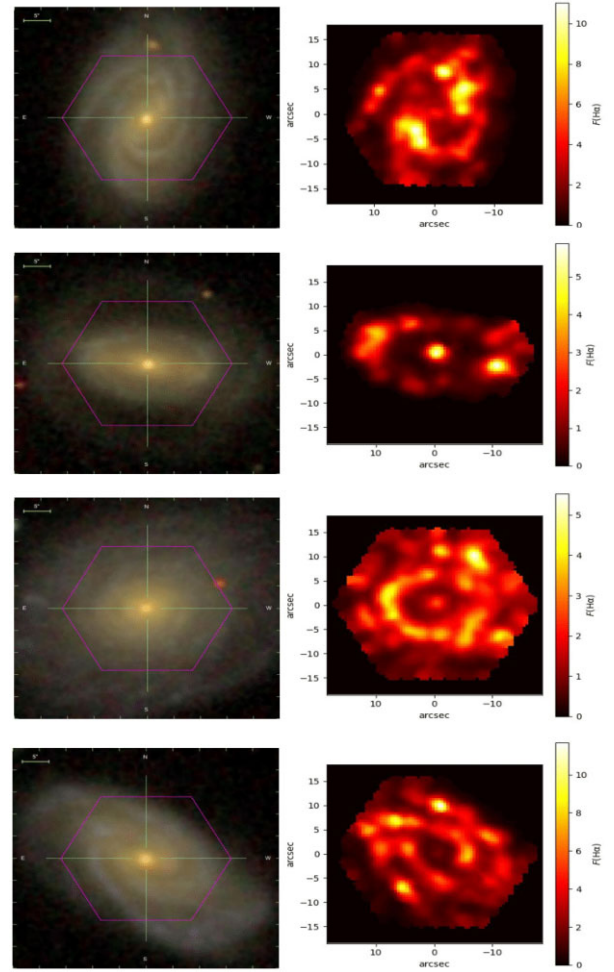
(iii) A circular aperture with a radius of 1 kpc was defined for each galaxy selected earlier. The integrated flux for each emission line considered was obtained for all nuclei in our sample by summing together all fluxes in this region. The BPT and WHAN diagrams were repeated for the nuclear regions of the galaxies and are shown in Fig. 4. We also include in this figure, as a black star, the nuclear integrated line ratios in the corresponding diagrams for each object, as shown in Figs 2 and 3. Finally, we selected all objects whose integrated nuclear emission is located in the LINER and RG zones in the BPT and WHAN diagrams, respectively. For the BPT diagram (Fig. 4), deviations of 0.1 dex were considered for the lines that represent the separation between Seyferts/LINERs and AGNs-like/SFs. These variations were assumed because according to Kewley et al. (2001), the lines separating the different regions have errors of the order of 0.1 dex, which are from the modelling due to the assumptions made in the chemical abundances, chemical depletion factors, slope of the initial mass function, and stellar atmosphere models (Kewley et al. 2001).

<sup>3</sup><https://www.sdss.org/dr15/>

**Table 1.** Identification number of the plate, coordinates, redshift ( $z$ ), distance (Mpc), and logarithm of the integrated stellar mass in units of solar masses ( $M_{\odot}$ ).

Plate-IFU	RA (deg)	Dec. (deg)	Redshift	Distance (Mpc)	$\log(M_{*})$ ( $M_{\odot}$ )
7495-12704	205.4384	27.0048	0.0292	125.29	10.72
7977-3704	332.7987	11.8007	0.0272	116.48	10.36
7977-12703	333.2018	13.3341	0.0744	330.60	11.00
7990-6103	261.2849	58.7647	0.0296	125.33	10.32
7990-12704	262.4861	58.3974	0.0271	116.46	10.51
8083-12704	50.6968	0.1494	0.0231	98.90	10.44
8131-9102	112.2214	41.3078	0.0586	256.17	9.97
8140-12703	117.8985	42.8801	0.0323	138.58	10.83
8243-9102	130.8217	52.7579	0.0591	260.66	11.10
8243-12701	128.6877	52.7157	0.0452	196.78	11.16
8247-3701	136.6714	41.3651	0.0252	107.68	10.35
8249-12704	137.3775	45.9524	0.0271	116.46	10.67
8252-12702	145.5309	48.1549	0.0339	143.10	10.88
8254-3704	164.0822	43.7549	0.0362	156.36	10.76
8257-1902	166.2978	46.1029	0.0371	160.81	10.64
8258-12704	167.7765	43.6330	0.0253	107.68	10.79
8259-9102	178.5399	44.3661	0.0620	274.51	10.99
8313-9102	239.9880	41.4778	0.0335	143.05	10.72
8313-12705	242.6825	41.1486	0.0319	134.22	10.91
8318-12703	196.2324	47.5036	0.0396	169.85	10.99
8320-9102	206.8303	21.8338	0.0527	228.69	11.02
8332-12705	209.2520	43.3620	0.0333	143.03	10.93
8330-9102	205.0114	40.4209	0.0245	103.31	10.45
8332-6103	207.6574	43.7641	0.0489	210.51	10.58
8440-12704	136.1423	41.3978	0.0274	116.49	10.54
8481-1902	237.6539	53.3906	0.0654	288.53	10.77
8482-12703	245.5031	49.5208	0.0500	215.07	10.96
8549-3703	241.4164	46.8466	0.0575	251.55	10.67
8550-6103	247.6387	39.8307	0.0249	103.36	10.41
8550-12704	247.0584	40.3138	0.0334	143.04	10.72
8550-12705	249.1357	39.0279	0.0303	129.72	11.04
8552-9101	226.9119	44.5563	0.0664	293.17	10.86
8601-12705	250.1231	39.2351	0.0300	129.68	10.47
8588-9101	250.1562	39.2216	0.0355	151.95	10.63
8138-3702	116.0979	44.5277	0.0500	215.07	10.72
8138-9101	117.3026	45.5103	0.0535	233.21	10.84
8482-3704	245.4124	49.4488	0.0328	138.65	10.86
8482-9101	241.7996	48.5726	0.0437	187.85	10.84
8554-1902	183.1133	35.8835	0.0231	98.90	10.02
8603-12703	247.2827	40.6650	0.0303	129.71	10.49
8604-12703	247.7642	39.8385	0.0309	129.79	10.79
8604-6102	246.0735	39.2110	0.0303	129.72	10.68
8606-3702	253.7939	36.9063	0.0239	98.97	10.30

The final sample consists of 43 galaxies with a LINER-type nucleus. The stellar mass of the hosting galaxies is in the range of  $9.97 \lesssim \log(M_{*}/M_{\odot}) \lesssim 11.16$  and the redshift is in the range of  $0.02 \lesssim z \lesssim 0.07$ . For each galaxy of our sample, Table 1 lists the identification number of the plate, coordinates, redshift, distance, and integrated stellar mass. All information was taken from the *manga.Pipe3D*<sup>4</sup> and *manga.drpal*<sup>5</sup> (see Sánchez et al. 2016). Fig. 5 shows SDSS images combining the *gri* bands of the galaxies 7495-12704, 7990-12704, 8249-12704, and 8318-12703 together with the MaNGA field of view and the 2D maps of the spatial distribution of  $H\alpha$  flux. In Table 2, the reddening-corrected emission-line intensities,

<sup>4</sup>[https://data.sdss.org/datamodel/files/MANGA\\_PIPE3D](https://data.sdss.org/datamodel/files/MANGA_PIPE3D)<sup>5</sup>[https://data.sdss.org/datamodel/files/MANGA\\_SPECTRO\\_REDUX](https://data.sdss.org/datamodel/files/MANGA_SPECTRO_REDUX)**Figure 5.** Left-hand panels: SDSS image combining the *gri* bands of galaxies 7495-12704, 7990-12704, 8249-12704, and 8318-12703 (from top to bottom) with the MaNGA field of view indicated by the purple hexagon. Right-hand panels:  $H\alpha$  flux spatial distribution (in units of  $10^{-17}$  erg  $\text{cm}^{-2}$  spaxel $^{-1}$ ).

the reddening coefficient [ $c(H\beta)$ ], and the equivalent widths of  $H\alpha$  for each LINER nucleus are listed.

### 3 METHODS

This section describes the methodology used to derive two new oxygen abundance calibrations for LINERS by using the  $N2$  and  $O3N2$  indices. To calibrate the new relations, we combined observational data with photoionization models assuming post-AGB stars as ionizing sources. In Section 3.1, we present the photoionization models used to derive oxygen abundances and ionization parameter values for the integrated fluxes from the central regions of the galaxies, and in Section 3.2, we discuss an indirect method, the determination of the nuclear oxygen abundances by extrapolating the metallicity gradients obtained through H II region estimations, and we compare them with those derived using the new calibrations.

#### 3.1 Photoionization models

We built photoionization model grids using the version 17.00 of the CLOUDY code (Ferland et al. 2017). Post-AGB stars were considered as the ionization sources since the nuclei of the objects in our sample have been classified as RGs according to the WHAN diagnostic

**Table 2.** Reddening-corrected emission-line intensities (in relation to  $H\beta = 1.00$ ) were derived for each LINER nucleus in our sample. Values of the  $EW_{H\alpha}$  and the reddening coefficient [ $c(H\beta)$ ] are also listed.

Plate-IFU	[O II] $\lambda$ 3727	H $\beta$	[O III] $\lambda$ 5007	H $\alpha$	[N II] $\lambda$ 6584	$EW_{H\alpha}$	$c(H\beta)$
7495-12704	1.77 ± 0.03	1.00 ± 0.01	1.79 ± 0.01	2.87 ± 0.01	3.25 ± 0.01	2.52 ± 0.05	0.36
7977-3704	5.06 ± 0.09	1.00 ± 0.02	1.65 ± 0.02	2.87 ± 0.01	2.73 ± 0.02	1.68 ± 0.04	0.40
7977-12703	3.93 ± 0.24	1.00 ± 0.06	1.31 ± 0.06	2.87 ± 0.03	2.54 ± 0.03	2.62 ± 0.08	0.31
7990-6103	11.40 ± 0.30	1.00 ± 0.04	2.71 ± 0.05	2.87 ± 0.02	2.57 ± 0.01	1.58 ± 0.07	0.24
7990-12704	4.35 ± 0.04	1.00 ± 0.01	2.10 ± 0.01	2.87 ± 0.01	3.01 ± 0.01	2.72 ± 0.06	0.28
8083-12704	2.27 ± 0.03	1.00 ± 0.01	1.32 ± 0.01	2.87 ± 0.01	2.90 ± 0.01	2.38 ± 0.06	0.26
8131-9102	25.56 ± 0.91	1.00 ± 0.09	4.55 ± 0.12	2.87 ± 0.04	4.35 ± 0.01	1.09 ± 0.05	0.33
8140-12703	8.77 ± 0.18	1.00 ± 0.02	1.87 ± 0.03	2.87 ± 0.01	3.23 ± 0.01	1.79 ± 0.04	0.41
8243-9102	10.61 ± 0.35	1.00 ± 0.04	3.09 ± 0.04	2.87 ± 0.02	6.39 ± 0.01	2.12 ± 0.04	0.54
8243-12701	12.46 ± 0.30	1.00 ± 0.04	4.26 ± 0.05	2.87 ± 0.02	4.08 ± 0.02	1.99 ± 0.05	0.52
8247-3701	3.58 ± 0.03	1.00 ± 0.01	1.44 ± 0.01	2.87 ± 0.01	3.06 ± 0.01	2.08 ± 0.03	0.29
8249-12704	4.25 ± 0.06	1.00 ± 0.02	3.88 ± 0.02	2.87 ± 0.01	3.45 ± 0.01	1.64 ± 0.04	0.34
8252-12702	27.75 ± 0.53	1.00 ± 0.06	5.86 ± 0.06	2.87 ± 0.02	4.44 ± 0.01	0.97 ± 0.03	0.40
8254-3704	5.62 ± 0.21	1.00 ± 0.04	2.04 ± 0.05	2.87 ± 0.03	3.25 ± 0.02	1.17 ± 0.05	0.55
8257-1902	3.90 ± 0.06	1.00 ± 0.01	1.40 ± 0.02	2.87 ± 0.01	2.77 ± 0.01	2.14 ± 0.03	0.45
8258-12704	35.74 ± 0.38	1.00 ± 0.04	5.64 ± 0.04	2.87 ± 0.01	4.84 ± 0.01	1.13 ± 0.04	0.26
8259-9102	8.45 ± 0.29	1.00 ± 0.05	2.44 ± 0.06	2.87 ± 0.02	3.08 ± 0.02	2.74 ± 0.06	0.42
8313-9102	5.05 ± 0.11	1.00 ± 0.03	2.30 ± 0.03	2.87 ± 0.02	4.32 ± 0.02	1.30 ± 0.05	0.31
8313-12705	5.55 ± 0.09	1.00 ± 0.02	3.16 ± 0.03	2.87 ± 0.02	4.02 ± 0.02	1.53 ± 0.05	0.38
8318-12703	4.19 ± 0.14	1.00 ± 0.04	2.77 ± 0.05	2.87 ± 0.03	4.02 ± 0.04	1.07 ± 0.05	0.40
8320-9102	4.70 ± 0.16	1.00 ± 0.04	2.81 ± 0.05	2.87 ± 0.03	3.82 ± 0.03	1.63 ± 0.06	0.36
8332-12705	18.37 ± 0.35	1.00 ± 0.04	4.46 ± 0.05	2.87 ± 0.02	4.46 ± 0.01	1.16 ± 0.03	0.47
8330-9102	2.29 ± 0.07	1.00 ± 0.03	1.82 ± 0.03	2.87 ± 0.02	3.63 ± 0.03	1.22 ± 0.06	0.48
8332-6103	7.97 ± 0.31	1.00 ± 0.06	3.84 ± 0.07	2.87 ± 0.04	3.40 ± 0.03	1.38 ± 0.07	0.29
8440-12704	3.82 ± 0.04	1.00 ± 0.01	1.71 ± 0.01	2.87 ± 0.01	3.23 ± 0.01	1.74 ± 0.04	0.23
8481-1902	6.57 ± 0.28	1.00 ± 0.08	2.17 ± 0.09	2.87 ± 0.05	3.00 ± 0.05	1.58 ± 0.06	0.55
8482-12703	10.04 ± 0.24	1.00 ± 0.05	4.10 ± 0.05	2.87 ± 0.03	5.17 ± 0.03	2.59 ± 0.10	0.30
8549-3703	16.61 ± 0.41	1.00 ± 0.07	4.88 ± 0.09	2.87 ± 0.04	3.96 ± 0.04	1.67 ± 0.06	0.32
8550-6103	4.73 ± 0.04	1.00 ± 0.01	1.53 ± 0.01	2.87 ± 0.01	3.13 ± 0.01	2.77 ± 0.05	0.38
8550-12704	10.91 ± 0.21	1.00 ± 0.05	2.93 ± 0.04	2.87 ± 0.02	4.77 ± 0.02	1.10 ± 0.05	0.31
8550-12705	9.88 ± 0.24	1.00 ± 0.04	3.98 ± 0.04	2.87 ± 0.02	3.71 ± 0.02	1.10 ± 0.04	0.68
8552-9101	6.49 ± 0.22	1.00 ± 0.05	1.43 ± 0.06	2.87 ± 0.03	3.71 ± 0.03	1.94 ± 0.06	0.33
8601-12705	3.48 ± 0.17	1.00 ± 0.03	1.51 ± 0.04	2.87 ± 0.02	2.54 ± 0.02	1.43 ± 0.06	0.55
8588-9101	3.89 ± 0.11	1.00 ± 0.02	1.20 ± 0.03	2.87 ± 0.01	2.62 ± 0.02	2.63 ± 0.06	0.49
8138-3702	13.32 ± 0.26	1.00 ± 0.05	3.98 ± 0.05	2.87 ± 0.03	3.86 ± 0.01	1.62 ± 0.05	0.74
8138-9101	6.30 ± 0.31	1.00 ± 0.07	2.32 ± 0.08	2.87 ± 0.04	3.04 ± 0.04	1.17 ± 0.05	0.32
8482-3704	10.00 ± 0.13	1.00 ± 0.02	2.03 ± 0.02	2.87 ± 0.01	3.67 ± 0.01	2.38 ± 0.04	0.52
8482-9101	6.56 ± 0.19	1.00 ± 0.05	5.51 ± 0.05	2.87 ± 0.03	4.15 ± 0.02	1.62 ± 0.06	0.51
8554-1902	4.16 ± 0.05	1.00 ± 0.02	3.00 ± 0.02	2.87 ± 0.02	2.70 ± 0.01	1.26 ± 0.06	0.29
8603-12703	1.86 ± 0.06	1.00 ± 0.02	1.14 ± 0.02	2.87 ± 0.02	2.41 ± 0.02	2.30 ± 0.07	0.27
8604-12703	12.39 ± 0.15	1.00 ± 0.03	5.35 ± 0.03	2.87 ± 0.01	5.23 ± 0.02	1.79 ± 0.05	0.48
8604-6102	5.46 ± 0.06	1.00 ± 0.02	2.87 ± 0.02	2.87 ± 0.01	3.91 ± 0.01	1.67 ± 0.05	0.38
8606-3702	8.84 ± 0.12	1.00 ± 0.03	4.00 ± 0.03	2.87 ± 0.02	3.63 ± 0.01	0.93 ± 0.05	0.48

diagram (see Fig. 4). These models are similar to the ones used by Krabbe et al. (2021). A brief description of the input parameters is presented below.

(i) Spectral energy distribution (SED): we considered SED post-AGB star atmosphere models by Rauch (2003) assuming effective temperatures ( $T_{\text{eff}}$ ) of 50, 100, and 190 kK, with logarithm of surface gravity  $\log(g) = 6$ .

(ii) Metallicity: we considered the metallicity of the gas phase ( $Z/Z_{\odot}$ ) equal to 0.2, 0.5, 0.75, 1.0, and 2.0. Assuming the solar oxygen abundance of  $12 + \log(O/H)_{\odot} = 8.69$  (Allende Prieto, Lambert & Asplund 2001; Asplund et al. 2009), the corresponding oxygen abundance range is  $8.0 \lesssim 12 + \log(O/H) \lesssim 9.2$ . All metals were linearly scaled with  $Z$ , with the exception of nitrogen, in which we assumed the relation  $\log(N/O) = 1.29 \times [12 + \log(O/H)] - 11.84$  derived by Carvalho et al. (2020) from the abundance estimates of local SFs and Seyfert 2 nuclei.

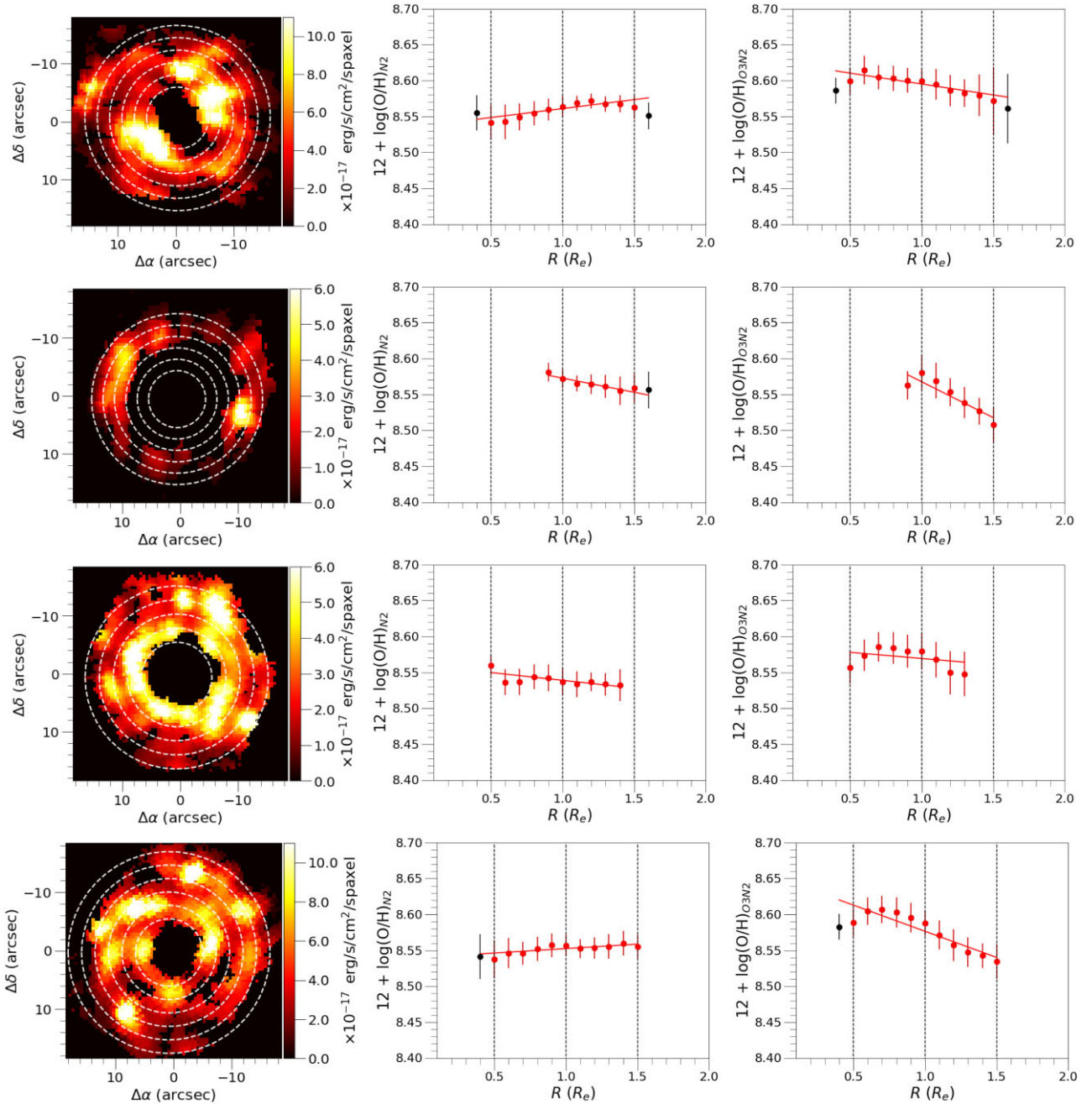
(iii) Electron density ( $N_e$ ): we assumed three different electron density values:  $N_e = 100, 500, \text{ and } 3000 \text{ cm}^{-3}$ , constant along the nebular radius.

(iv) Ionization parameter: this parameter is defined as

$$U = \frac{Q(H)}{4\pi R_0^2 n(H) c}, \quad (1)$$

where  $Q(H)$  ( $\text{s}^{-1}$ ) is the number of hydrogen-ionizing photons emitted by the central ionizing object per second,  $R_0$  (cm) is the distance from the ionization source to the inner surface of the ionized gas cloud,  $n(H)$  ( $\text{cm}^{-3}$ ) is the total hydrogen density (ionized, neutral, and molecular), and  $c$  ( $\text{cm s}^{-1}$ ) is the speed of light. We assumed the logarithm of  $U$  in the range of  $-4.0 \leq \log U \leq -0.5$ , with a step of 0.5 dex, which is the same range of values assumed by Krabbe et al. (2021).

CLOUDY is a unidimensional code that assumes a central ionization source, which cannot represent the real situation in gaseous nebulae.

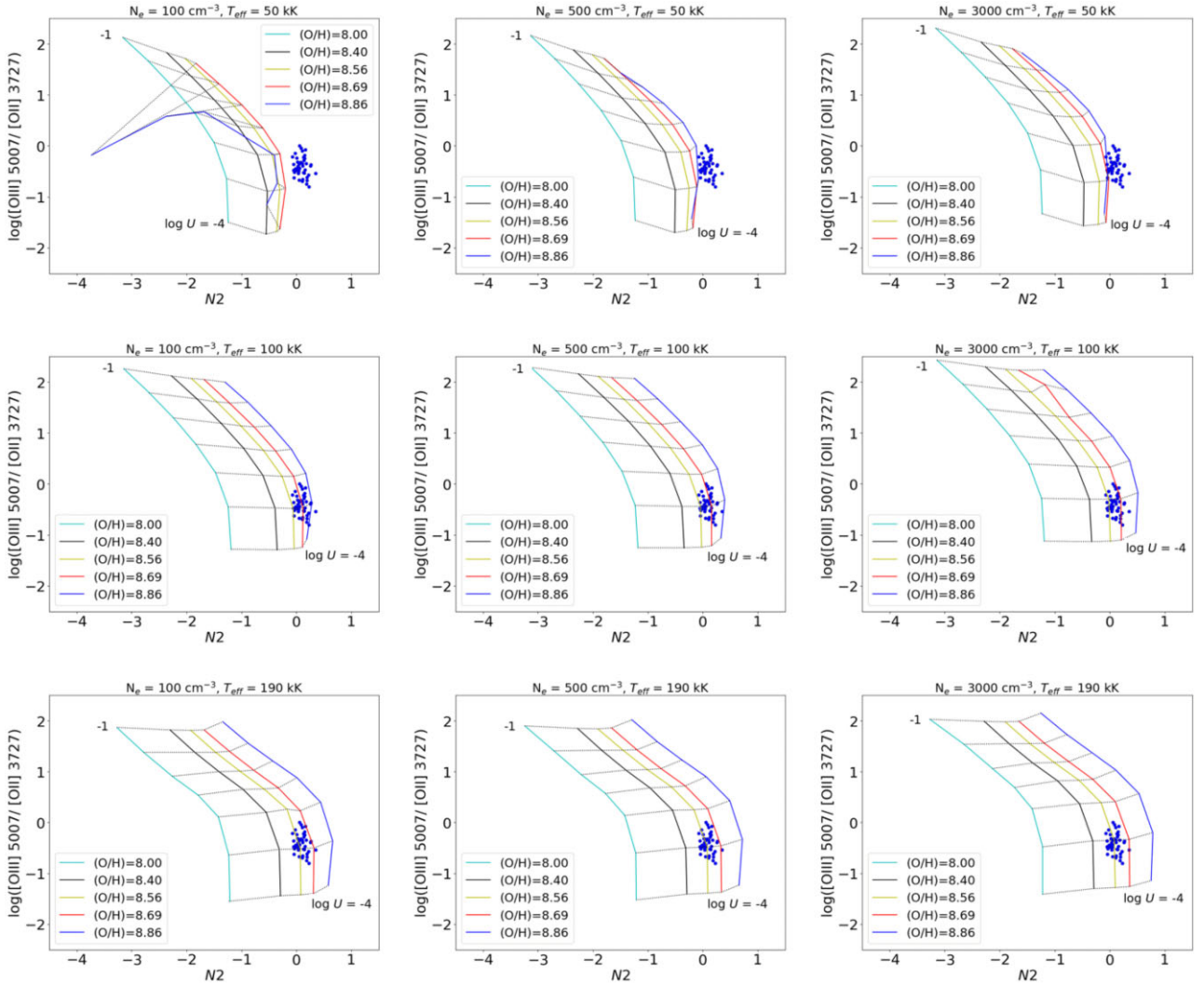


**Figure 6.** The deprojected  $H\alpha$  maps (left-hand panels) and the metallicity gradients derived using  $N2$  and  $O3N2$  indices (centre and right-hand panels, respectively) for 7495-12704, 7990-12704, 8249-12704, and 8318-12703 (from top to bottom). The dashed white circles are examples of the radial bins used to compute the metallicity profile from  $0.5$  and  $1.5 R_e$ , spaced in  $0.2 R_e$ . The red lines are the best fitting between  $0.5$  and  $1.5 R_e$  and the red open circles are the data points taken into account to fit within this range. The black circles show the data outside this range, which are not considered.

In most cases, a central ionization source cannot genuinely represent the situation, for example, for giant SFs, since the stars may be spread out throughout the region (e.g. Monreal-Ibero et al. 2011). Ercolano, Bastian & Stasińska (2009) and Jamet & Morisset (2008) showed that the distribution of the hot stars (e.g. OB stars) in relation to the gas alters the ionization structure and the electron temperature (also see Jin, Kewley & Sutherland 2022). Hence, the ionization parameter partially depends on the spatial distribution of the ionizing sources with respect to the gas. In our cases, we considered the integrated spectra of the nuclei to try to minimize the stellar distribution effect on the emergent spectra. The assumption of a single star with a

representative effective temperature as the main ionizing source, as assumed in our post-AGB models, is a good approximation (see e.g. Zinchenko et al. 2019), since in the case of giant H II regions ionized by stellar clusters (e.g. Mayya & Prabhu 1996; Bosch et al. 2001), the hottest stars dominate the gas ionization (Dors et al. 2017).

Once the photoionization models were built, diagrams of  $O3O2 = \log([\text{O III}] \lambda 5007 / [\text{O II}] \lambda 3727)$  versus  $N2 = \log([\text{N II}] \lambda 6584 / H\alpha)$  and  $O3N2 = \log\left(\frac{[\text{O III}] \lambda 5007 / H\beta}{[\text{N II}] \lambda 6583 / H\alpha}\right)$  indices for both the observational data and photoionization model results were obtained. Then, the oxygen abundance (O/H) and the ionization parameter ( $U$ ) of the



**Figure 7.**  $\log([\text{O III}] \lambda 5007/[\text{O II}] \lambda 3727)$  versus  $\log([\text{N II}] \lambda 6584/H\alpha)$  diagnostic diagram. Coloured solid lines connect the photoionization model results (see Section 3.1) with the same oxygen abundance (O/H) and dotted line models with the same ionization parameter ( $U$ ), as indicated. The blue point represents the observational line ratios for each nucleus of our sample (see Section 2).

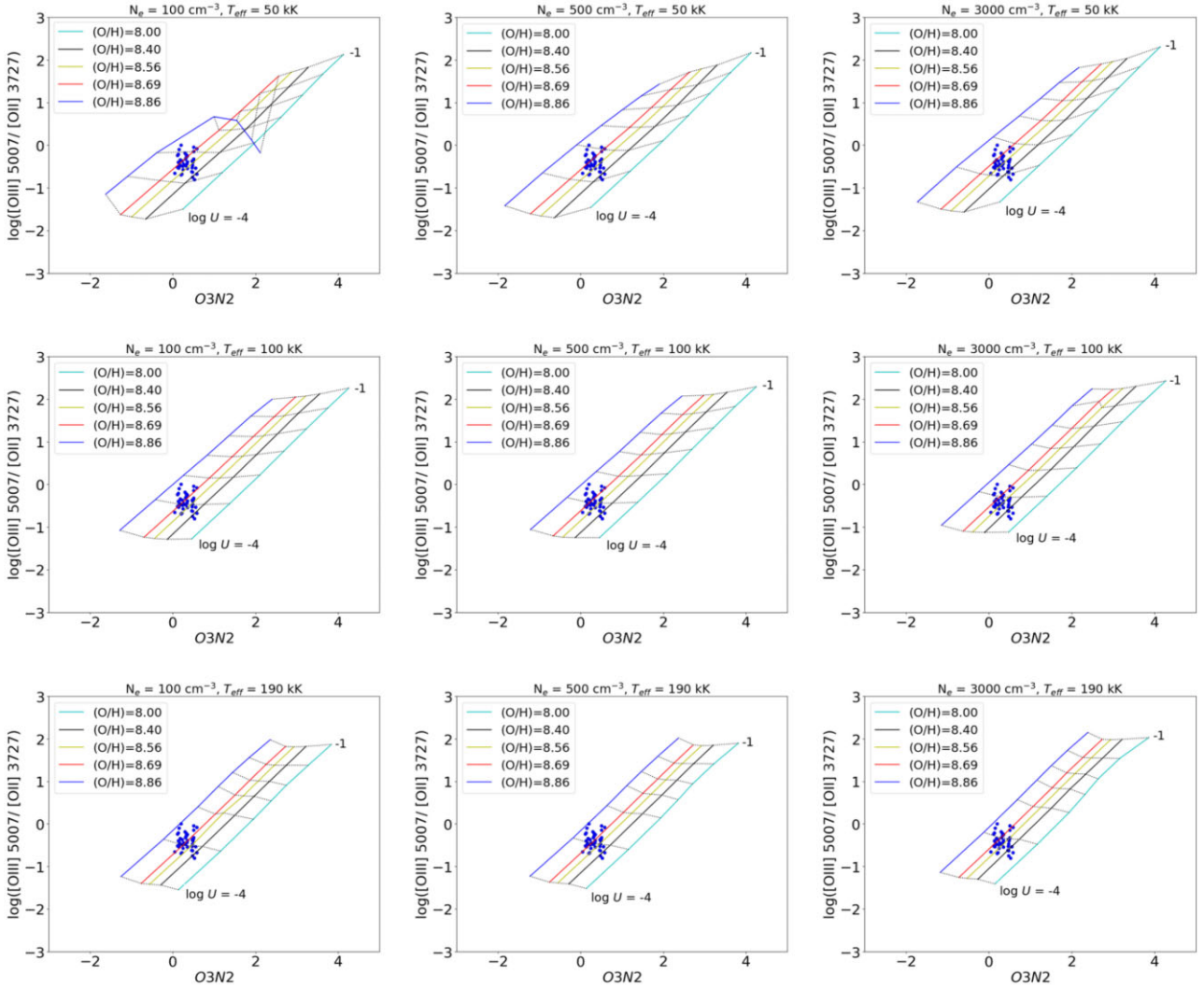
gas phase of each LINER nucleus of the sample were determined by linear interpolation between the model results, which predict the nearest values to the measured emission-line ratios. The methodology applied here is similar to the one adopted by Krabbe et al. (2021).

Note that  $O3O2$ ,  $N2$ , and  $O3N2$  indices were selected in this work because the former ratio is sensitive to the ionization degree of the gas phase, while the other two ratios mainly depend on its metallicity. The  $N2$  index was studied as the metallicity indicator for SFs by Storchi-Bergmann, Calzetti & Kinney (1994) and for Seyfert 2 galaxies by Carvalho et al. (2020). The  $O3N2$  index was first introduced by Alloin et al. (1979) as a metallicity indicator for SFs, and from there, many calibrations have been proposed in the literature (e.g. Pettini & Pagel 2004; Pérez-Montero & Contini 2009; Marino et al. 2013). The  $N2$  ratio involves emission lines with close wavelengths, which makes it independent of the reddening correction and the uncertainties on the flux calibration in contrast to the  $O3N2$  index. Moreover,  $N2$  involves ions with similar ionization potentials; therefore, it is less dependent on the ionization parameter in comparison to  $O3N2$ .

### 3.2 Extrapolating the metallicity gradient

To verify the validity of our calibrations, we compared the oxygen abundance derived from these with measurements obtained from an independent method, which was the extrapolation of the radial oxygen abundance gradient, obtained from H II region estimates along the galaxy disc to the central part of the host galaxies. This indirect method has been widely used in the literature (e.g. Vila-Costas & Edmunds 1992; van Zee et al. 1998; Pilyugin, Vílchez & Contini 2004; Pilyugin, Thuan & Vílchez 2007; Zinchenko et al. 2019; Krabbe et al. 2021; do Nascimento et al. 2022) and produces an independent estimation of the nuclear metallicity.

Due to the random inclination of the galaxies in the sky, the projected galactic discs are elliptical. The radial profiles are calculated in elliptical annulus, producing some numerical artifacts. For example, the point spread function beam smearing affects the inner radii, creating a spurious flattening of the metallicity gradient at the central regions (e.g. Belfiore et al. 2017), which is worse for higher inclinations. In view of that, we calculate the metallicity gradients between 0.5 and 1.5  $R_e$ , where  $R_e$  is the half-light radius of each galaxy, using a radial bin of 0.1  $R_e$ , and only computed the radial



**Figure 8.** Same as Fig. 7 but considering  $O3N2$ .

bin with at least 20 per cent of the valid spaxels belonging to the corresponding annulus. Another important effect is that the annulus aperture is oversampled along the position angle of the galactic disc, while it is subsampled along the minor axis, yielding biased statistics inside the apertures (e.g. average and median values). To correct this, we applied a novel method introduced by Hernandez-Jimenez (in preparation) to obtain an unbiased metallicity gradient. The key step is to deproject the 2D flux maps before calculating the radial profile. To do this, we followed the recipe used by Elmegreen, Elmegreen & Montenegro (1992), in which the image pixels are stretched along the minor axis by a factor of the inverse cosine of the inclination angle.<sup>6</sup> This operation was performed by using the IRAF IMLINTRAN task. We set the task to preserve the total flux of the image. In the left-hand panels of Fig. 6, we show the deprojected 2D  $H\alpha$  maps for 7495-12704, 7990-12704, 8249-12704, and 8318-12703. In these maps, the central parts are ‘removed’ because the ionizing sources are not young stars. The elliptical-like SF rings (see Fig. 5) observed in these galaxies are now circular due to the deprojection.

<sup>6</sup>Taken from the manga.drppall table.

Once the 2D emission-line flux maps are deprojected, we built the 2D  $O3N2$  and  $N2$  index maps. Afterwards, we converted them into 2D metallicity abundance maps using the semi-empirical calibrations of these indices proposed for SFs by Marino et al. (2013). These authors performed these calibrations using observations of 3423 H II regions from the Calar Alto Legacy Integral Field Area Survey (CALIFA) survey based on the  $T_e$  method. The  $O3N2$  and  $N2$  calibrations are, respectively, given by

$$12 + \log(O/H) = 8.533(\pm 0.012) - 0.214(\pm 0.012) \times O3N2 \quad (2)$$

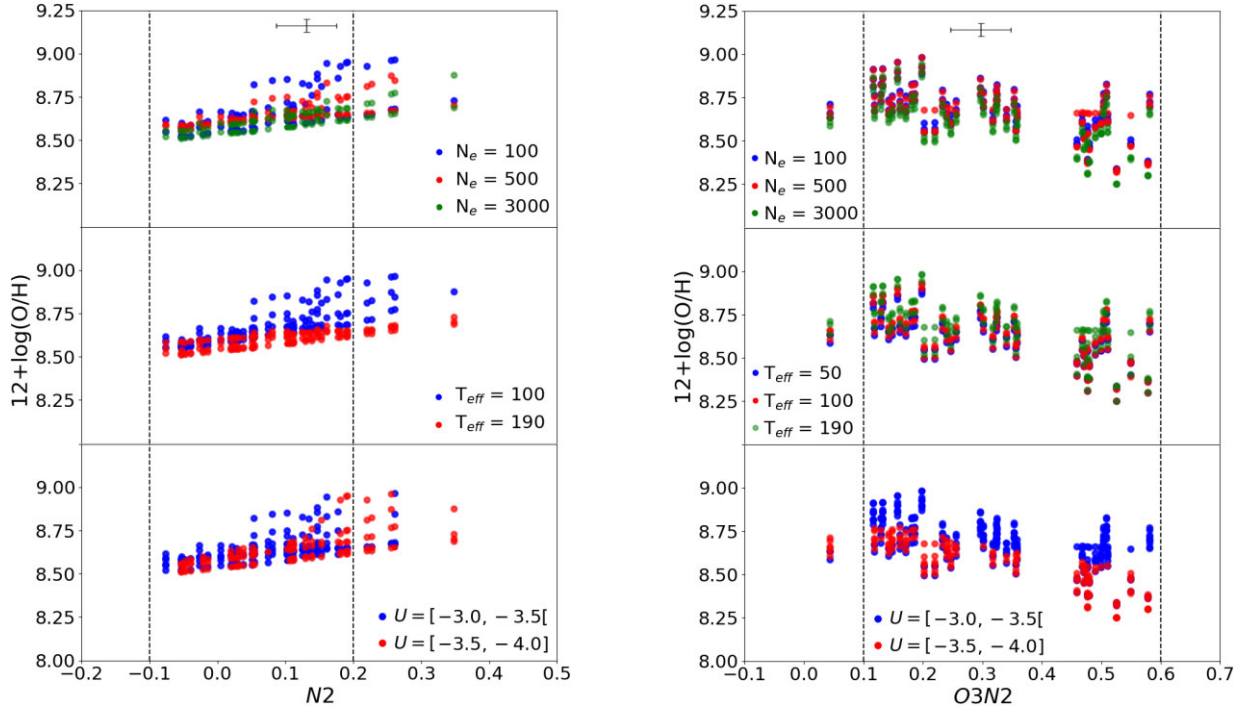
and

$$12 + \log(O/H) = 8.743(\pm 0.027) + 0.462(\pm 0.024) \times N2, \quad (3)$$

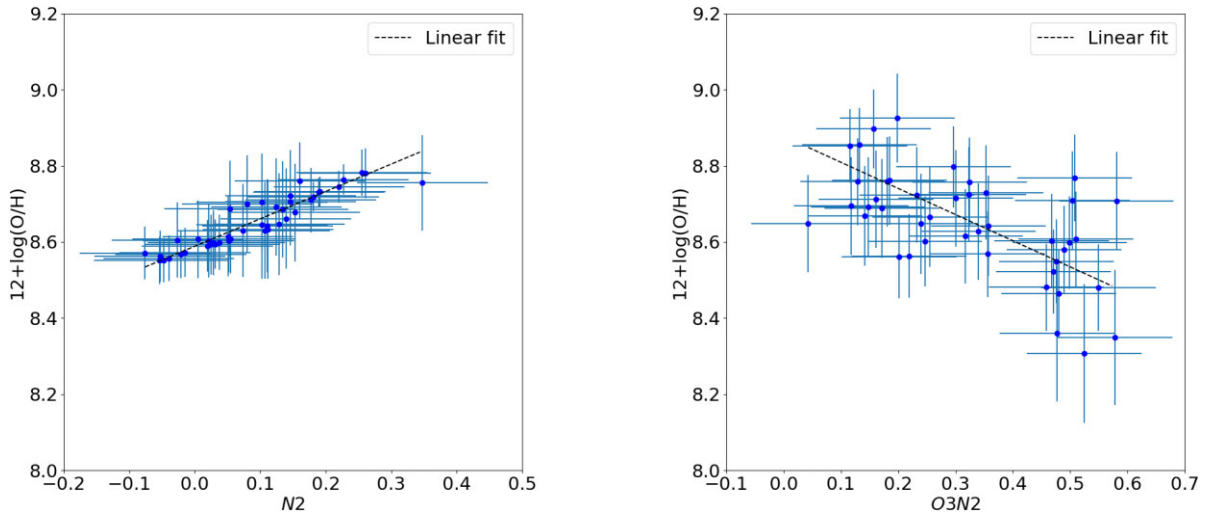
which are valid in the  $-1.1 < O3N2 < 1.7$  range for equation (2) and in the  $-1.6 < N2 < -0.2$  range for equation (3). Finally, we calculate the radial profile from  $H\alpha$  flux-weighted median value of the abundance map along the circular annuli. Then, the following linear fitting was obtained:

$$12 + \log(O/H) = 12 + \log(O/H)_0 + (\text{grad} \times R/R_e), \quad (4)$$

where  $12 + \log(O/H)$  is the oxygen abundance at a given galactocentric distance  $R$  (in units of arcsec), grad is the regression slope, and



**Figure 9.** Left-hand column: oxygen abundance versus the  $N2$  index. Oxygen abundances were estimated interpolating the results from the models. Different colours are used to differentiate the estimated properties for the objects in our sample considering different  $N_e$  (upper panel),  $T_{\text{eff}}$  (middle panel), and  $\log(U)$  (bottom panel) values as indicated. Right-hand column: same as the left-hand column but for  $O3N2$ . Error bars in each panel represent the typical 0.1 dex error in the observational measurements of the  $N2$  and  $O3N2$  indices and the average error of 0.10 and 0.12 dex in the interpolated values, considering  $N2$  and  $O3N2$ , respectively. The grey vertical lines correspond to the limits of the  $-0.1 < N2 < 0.2$  and  $0.1 < O3N2 < 0.6$  ranges, which correspond to the bulk of the observational data.



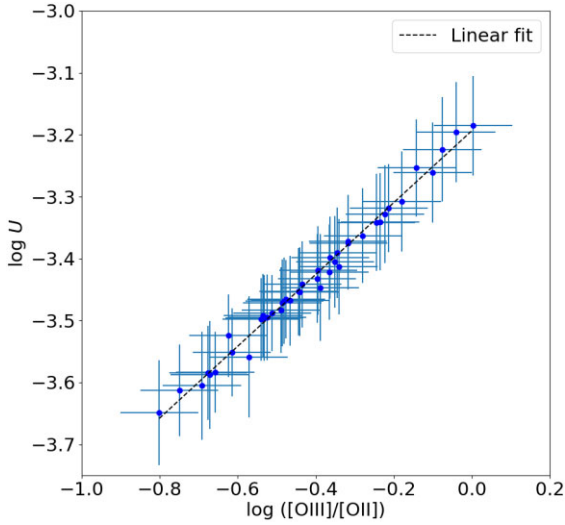
**Figure 10.** Left-hand panel: oxygen abundances versus the  $N2$  index. Points represent the average estimations from the photoionization model results with errors. Right-hand panel: Same as the left-hand panel but for oxygen abundance versus  $O3N2$  index. Black line represents the linear fit given by equations (5) and (6) applying the ODR method, i.e. considering the errors, whose correlation coefficients are  $R = 0.85$  and  $0.37$ , respectively.

$12 + \log(\text{O}/\text{H})_0$  is the extrapolated value of the metallicity gradient at the centre of the galaxy ( $R = 0$  kpc). This fitting was performed for both  $N2$  and  $O3N2$  indices obtaining two pairs of  $12 + \log(\text{O}/\text{H})_0$  and  $\text{grad}$  for each galaxy. We computed these metallicity gradients for galaxies with at least five radial bins between  $0.5$  and  $1.5 R_e$ . In this way, we were able to perform the radial fitting for 33 and 32 galaxies using the  $N2$  and  $O3N2$  indices, respectively. The central and right-hand panels of Fig. 6 present for 7495-12704, 7990-12704,

8249-12704, and 8318-12703 the metallicity gradients derived from  $N2$  and  $O3N2$  indices, respectively.

#### 4 RESULTS

The diagnostic diagrams containing the photoionization model results and the observational data of the nuclei for the objects of our sample are shown in Figs 7 and 8, for  $\log([\text{O III}] \lambda 5007 / [\text{O II}] \lambda 3727)$



**Figure 11.** Same as Fig. 7, but for  $\log U$  versus  $\log([\text{O III}] \lambda 5007/[\text{O II}] \lambda 3727)$ . Line represents the linear fitting (equation 7) whose correlation coefficient is  $R = 0.98$ .

versus  $N2$  index and  $\log([\text{O III}] \lambda 5007/[\text{O II}] \lambda 3727)$  versus the  $O3N2$  indices, respectively. Nine model grids with different  $N_e$  and  $T_{\text{eff}}$  values are considered for the  $N2$  and  $O3N2$  indices. For models with 100 and 190 kK, all observational data fall within the regions occupied by the models, while models with  $T_{\text{eff}} = 50$  kK do not reproduce well the emission-line ratios for the  $N2$  index. This result agrees with that found by Krabbe et al. (2021) for UGC 4805. Thus, the photoionization model results with  $T_{\text{eff}} = 50$  kK for the  $N2$  index were not taken into account in our study. The values of  $\text{O}/\text{H}$  and  $U$  were derived using linear interpolations between the photoionization models following the procedure applied by Krabbe et al. (2021). In this way, we derived three pairs of points for each object: ( $N2$ ,  $\text{O}/\text{H}$ ), ( $O3N2$ ,  $\text{O}/\text{H}$ ), and ( $O3O2$ ,  $\log U$ ). Then, we obtained a set of point pairs for the sample and analysed the building of the calibrations.

That allowed us to analyse the dependence of the oxygen abundance on  $N_e$ ,  $T_{\text{eff}}$ , and  $\log(U)$  as a function of the  $N2$  and  $O3N2$  indices, which are shown in Fig. 9. Data exhibited in this figure correspond to the interpolated model values obtained from Figs 7 and 8 for each object, i.e. each galaxy has six points in each left-hand panel of Fig. 9 and nine points in each right-hand panel of Fig. 9. We limited the analysis to the ranges of  $-0.1 < N2 < 0.2$  and  $0.1 < O3N2 < 0.6$ , which correspond to the bulk of the observational data. For the  $N2$  index (left-hand panels of Fig. 9), the higher oxygen abundance values were derived from lower values of  $T_{\text{eff}}$  and  $N_e$ , without dependence on  $\log U$ . On the other hand, for the  $O3N2$  index, the oxygen abundance is dependent on the  $N_e$ ,  $T_{\text{eff}}$ , and  $\log U$ , in that the higher oxygen abundance was derived from the lower values of density and higher values of effective temperature and ionization parameter. However, as seen in Fig. 9, the average error in the observational values of  $N2$  and  $O3N2$  produces uncertainties in the abundance estimations of the order of or even larger than those due to the variation of the nebular parameters (see also Carvalho et al. 2020).

Therefore, using the orthogonal distance regression (ODR) method, which takes into account errors in both the  $x$  and  $y$  variables (Boggs & Rogers 1990), we performed two unidimensional semi-empirical calibration considering all points, i.e. for each galaxy, the assumed oxygen abundance value is the average of the interpolations for the six photoionization grid models from Fig. 7 and the nine

photoionization grid models from Fig. 8. Fig. 10 presents the averaged oxygen abundance values versus the  $N2$  and  $O3N2$  indices (left- and right-hand panels, respectively). The  $N2$  index is well correlated with the oxygen abundance with low dispersion, while the  $O3N2$  index also has a linear correlation with the oxygen abundance, but with a higher dispersion. The derived linear calibrations are given by

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 0.71(\pm 0.03)N2 + 8.58(\pm 0.01) \quad (5)$$

and

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = -0.68(\pm 0.11)O3N2 + 8.87(\pm 0.03). \quad (6)$$

The interpolated values from Figs 7 and 8 can also be used to derive a calibration between the observed  $\log([\text{O III}] \lambda 5007/[\text{O II}] \lambda 3727)$  and the ionization parameter  $U$ , which is assumed as the average, for each object, of the interpolated model values. Fig. 11 contains these values, together with the obtained linear regression fit given by

$$\log U = 0.57(\pm 0.01)x - 3.19(\pm 0.01), \quad (7)$$

where  $x = \log([\text{O III}] \lambda 5007/[\text{O II}] \lambda 3727)$ . We did not find any dependence of this relation on  $N_e$ ,  $T_{\text{eff}}$ , and  $\text{O}/\text{H}$ , similar to the results obtained by Carvalho et al. (2020) for NLRs of Seyfert 2 galaxies.

## 5 DISCUSSIONS

In the chemical abundance determinations of the gas phase, the knowledge of the ionizing source is fundamental, especially when it is estimated using indirect methods. The nature of the ionizing source of LINERs is an open problem in astronomy, and three mechanisms have been proposed as responsible for the ionization: shocks (Heckman 1980), accretion gas into a central black hole (AGN; Ferland & Netzer 1983; Halpern & Steiner 1983; Ho et al. 1993), and hot stars (post-AGB stars; Terlevich & Melnick 1985; Shields 1992; Taniguchi et al. 2000). In our specific case, the sample is composed of objects with a LINER nucleus, and according to the WHAN diagram are classified as RGs.

We argued that the LINER ionization sources of these galaxies are probably post-AGB stars spread along the gas (see also Krabbe et al. 2021). Therefore, based on this assumption, we proposed two semi-empirical calibrations between the  $N2$  and  $O3N2$  line ratios and the metallicity, as well as a calibration between  $[\text{O III}]/[\text{O II}]$  ratio and the ionization parameter  $U$  derived from photoionization models assuming the ionizing sources are post-AGBs.

In Table 3, we list for all sampled galaxies the oxygen abundance values obtained using the calibrations proposed in this work (see Section 4) and those derived by extrapolating the radial gradients  $12 + \log(\text{O}/\text{H})_0$  (see Section 3.2), as well as the ionization parameter values obtained by using equation (7). Fig. 12 shows  $12 + \log(\text{O}/\text{H})_0$  versus  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  through the  $N2$  index (left-hand panel) and those through the  $O3N2$  index (right-hand panel). Both  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - N2$  and  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - O3N2$  relations produced higher oxygen abundance values than those derived by the oxygen abundance gradient extrapolation method. Taking into account the observational uncertainties ( $\sim 0.1$  dex; Kennicutt, Bresolin & Garnett 2003) and the accuracy of the theoretical and (semi-)empirical calibrations ( $\sim 0.1$  dex; e.g. Kewley & Dopita 2002; Carvalho et al. 2020; Dors 2021), we can claim that the present estimated abundances through the different methods agree with each other. Therefore, these estimations support the validity of the semi-empirical calibration for LINER objects obtained in this work. Using these calibrations, we found that LINERs exhibit an oxygen abundance range  $8.48 \lesssim 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \lesssim 8.84$ , with a

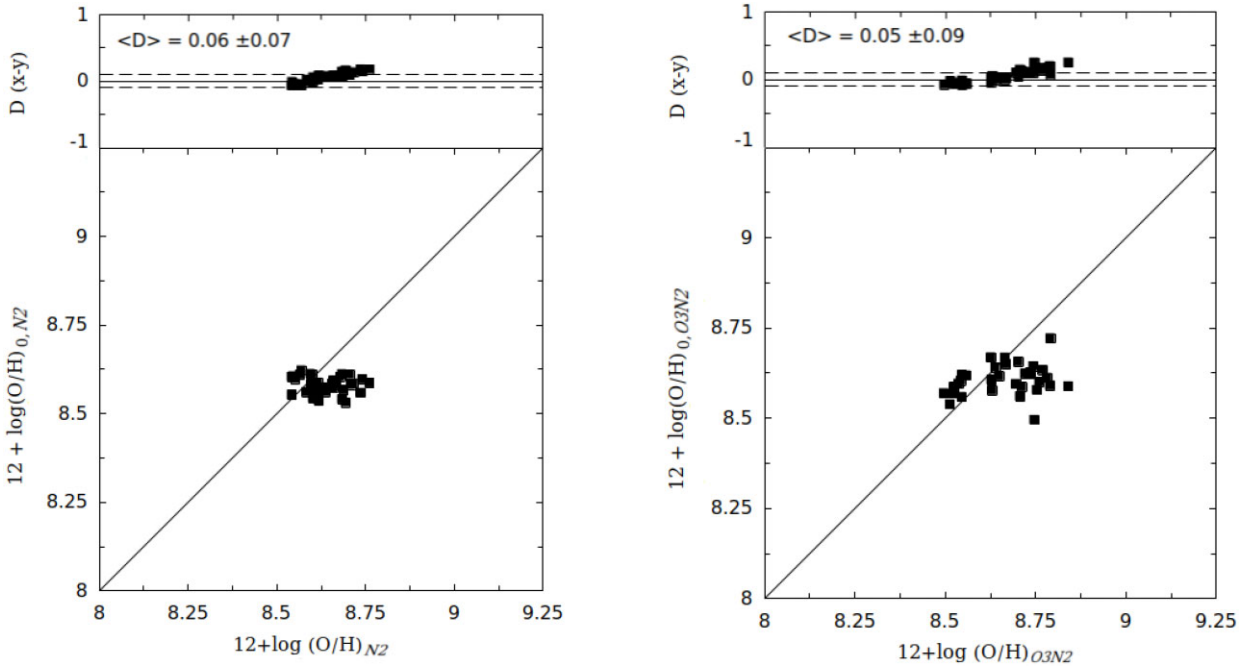
**Table 3.** Oxygen abundance values obtained through the  $N2$  and  $O3N2$  calibrations presented in equations (5) and (6), and the mean values of the ionization parameter obtained through equation (7). Extrapolated radial oxygen abundance values,  $12 + \log(O/H)_0$ , estimated from both  $N2$  and  $O3N2$  indices (see Section 3.2) are also shown.

Plate-IFU	$12 + \log(O/H)$		$(\log U)$	$12 + \log(O/H)_0$	
	$N2$	$O3N2$		$N2$	$O3N2$
7495-12704	8.62 ± 0.02	8.74 ± 0.05	-3.19 ± 0.01	8.54 ± 0.02	8.63 ± 0.02
7977-3704	8.57 ± 0.01	8.71 ± 0.06	-3.47 ± 0.02	8.61 ± 0.02	8.56 ± 0.03
7977-12703	8.54 ± 0.00	8.75 ± 0.05	-3.46 ± 0.01	8.60 ± 0.01	8.58 ± 0.02
7990-6103	8.55 ± 0.01	8.54 ± 0.08	-3.55 ± 0.02	8.61 ± 0.02	8.60 ± 0.03
7990-12704	8.59 ± 0.01	8.67 ± 0.06	-3.37 ± 0.01	8.61 ± 0.03	8.67 ± 0.05
8083-12704	8.58 ± 0.01	8.79 ± 0.04	-3.32 ± 0.01	8.56 ± 0.02	8.72 ± 0.03
8131-9102	8.71 ± 0.06	8.55 ± 0.08	-3.62 ± 0.02	8.58 ± 0.04	8.56 ± 0.09
8140-12703	8.62 ± 0.02	8.72 ± 0.05	-3.57 ± 0.02	8.56 ± 0.02	8.62 ± 0.02
8243-9102	8.83 ± 0.12	8.77 ± 0.05	-3.50 ± 0.02	-	-
8243-12701	8.69 ± 0.04	8.55 ± 0.08	-3.46 ± 0.01	8.57 ± 0.02	8.62 ± 0.02
8247-3701	8.60 ± 0.02	8.78 ± 0.04	-3.42 ± 0.01	8.61 ± 0.02	8.61 ± 0.05
8249-12704	8.64 ± 0.03	8.52 ± 0.09	-3.21 ± 0.01	8.56 ± 0.02	8.59 ± 0.03
8252-12702	8.71 ± 0.02	8.48 ± 0.09	-3.58 ± 0.01	-	-
8254-3704	8.62 ± 0.01	8.70 ± 0.06	-3.44 ± 0.01	8.54 ± 0.02	8.59 ± 0.02
8257-1902	8.57 ± 0.01	8.76 ± 0.05	-3.44 ± 0.02	8.62 ± 0.03	8.60 ± 0.04
8258-12704	8.74 ± 0.05	8.51 ± 0.09	-3.65 ± 0.01	8.60 ± 0.04	8.54 ± 0.06
8259-9102	8.60 ± 0.04	8.63 ± 0.07	-3.50 ± 0.01	8.54 ± 0.02	8.61 ± 0.02
8313-9102	8.71 ± 0.04	8.74 ± 0.05	-3.38 ± 0.01	8.61 ± 0.01	8.64 ± 0.03
8313-12705	8.68 ± 0.04	8.63 ± 0.07	-3.33 ± 0.01	8.61 ± 0.02	8.58 ± 0.05
8318-12703	8.68 ± 0.06	8.67 ± 0.06	-3.29 ± 0.02	8.54 ± 0.02	8.65 ± 0.02
8320-9102	8.67 ± 0.03	8.65 ± 0.07	-3.32 ± 0.01	8.58 ± 0.02	8.62 ± 0.03
8332-12705	8.72 ± 0.02	8.56 ± 0.08	-3.54 ± 0.01	8.58 ± 0.02	8.62 ± 0.03
8330-9102	8.65 ± 0.02	8.76 ± 0.05	-3.25 ± 0.01	-	-
8332-6103	8.63 ± 0.01	8.52 ± 0.09	-3.37 ± 0.02	8.57 ± 0.02	8.57 ± 0.04
8440-12704	8.62 ± 0.08	8.75 ± 0.05	-3.39 ± 0.01	8.59 ± 0.01	8.49 ± 0.06
8481-1902	8.59 ± 0.04	8.65 ± 0.06	-3.46 ± 0.02	-	-
8482-12703	8.76 ± 0.02	8.63 ± 0.07	-3.41 ± 0.02	8.59 ± 0.02	8.67 ± 0.03
8549-3703	8.68 ± 0.07	8.50 ± 0.09	-3.49 ± 0.02	8.60 ± 0.01	8.57 ± 0.02
8550-6103	8.61 ± 0.03	8.77 ± 0.05	-3.47 ± 0.01	8.56 ± 0.01	8.63 ± 0.02
8550-12704	8.74 ± 0.03	8.70 ± 0.06	-3.52 ± 0.02	8.56 ± 0.02	8.66 ± 0.04
8550-12705	8.66 ± 0.00	8.54 ± 0.08	-3.41 ± 0.01	8.57 ± 0.03	8.60 ± 0.05
8552-9101	8.66 ± 0.01	8.84 ± 0.03	-3.56 ± 0.02	8.59 ± 0.02	8.59 ± 0.02
8601-12705	8.54 ± 0.04	8.71 ± 0.06	-3.40 ± 0.01	8.55 ± 0.02	8.59 ± 0.03
8588-9101	8.55 ± 0.01	8.79 ± 0.04	-3.48 ± 0.01	8.60 ± 0.01	8.59 ± 0.02
8138-3702	8.67 ± 0.03	8.55 ± 0.08	-3.49 ± 0.02	-	-
8138-9101	8.60 ± 0.01	8.64 ± 0.07	-3.44 ± 0.01	8.58 ± 0.02	8.64 ± 0.02
8482-3704	8.66 ± 0.00	8.73 ± 0.05	-3.58 ± 0.01	8.58 ± 0.02	8.62 ± 0.03
8482-9101	8.69 ± 0.08	8.48 ± 0.09	-3.23 ± 0.01	8.53 ± 0.06	-
8554-1902	8.56 ± 0.04	8.53 ± 0.09	-3.27 ± 0.01	-	-
8603-12703	8.53 ± 0.03	8.78 ± 0.04	-3.31 ± 0.01	-	-
8604-12703	8.76 ± 0.04	8.55 ± 0.08	-3.40 ± 0.01	-	-
8604-6102	8.68 ± 0.03	8.65 ± 0.07	-3.35 ± 0.02	-	-
8606-3702	8.65 ± 0.03	8.53 ± 0.08	-3.39 ± 0.01	-	-

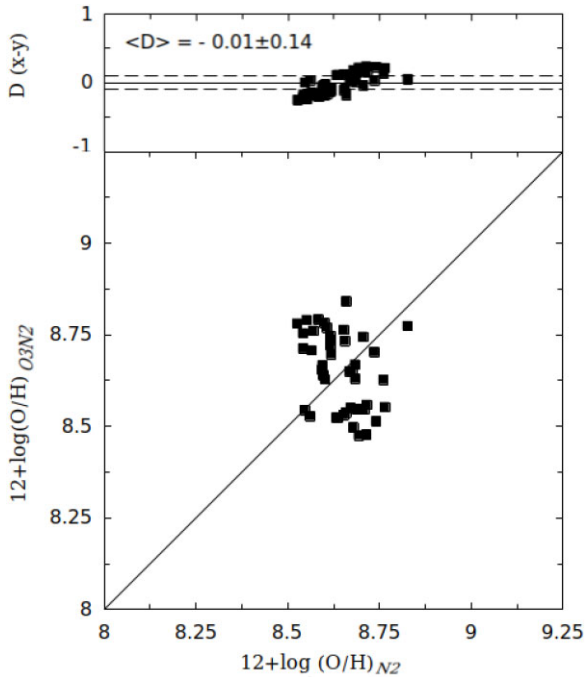
mean value of  $12 + \log(O/H) = 8.65$ . Fig. 13 contains a comparison between the abundance values obtained using our two calibrations.  $N2$  and  $O3N2$  oxygen abundance estimations are in agreement. However, this relation has a high dispersion, and the difference between both estimations (upper panel) exhibits a systematic linear behaviour. Therefore, considering these results and that the  $O3N2$  calibration presents a higher dispersion than the  $N2$  (see Fig. 10), even if we are able to use both calibrations to estimate the central oxygen abundance of LINER galaxies, we recommend using the  $N2$  calibration.

For the ionization parameter, it is well known that LINERs have a lower ionization parameter than Seyferts (see Ferland & Netzer 1983; Kewley et al. 2006). Fig. 14 compares the estimated values of the logarithm of the ionization parameter ( $\log U$ ) of our sample

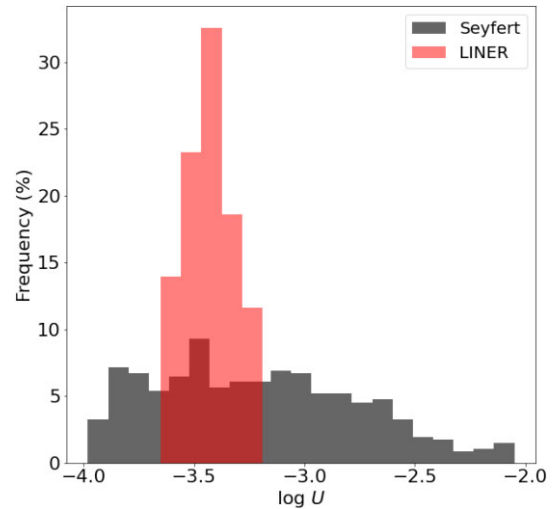
of LINERs with those derived for a sample of Seyfert 2 galaxies studied by Carvalho et al. (2020). The values of  $\log U$  are in the range from  $-4$  to  $-2.0$  and from  $-3.6$  to  $-3.2$ , for the Seyfert 2 and LINERs, respectively. The mean value of  $\log U$  is about  $-3.21$  ( $\sigma = 0.45$ ) and  $-3.42$  ( $\sigma = 0.11$ ), for the Seyfert 2 and LINER galaxies, respectively. This difference represents a factor of almost 2 on a linear scale. Hence, although some Seyfert 2 galaxies have lower ionization parameters, they extend to much higher values than the ones estimated for the LINERs. This large variation in  $\log U$  was also reported by Stasińska (1984) for Seyfert nuclei. This author presented a series of diagrams in which different line intensity ratios are plotted for a sample of Seyfert 2 galaxies and found that objects with low-density clouds ( $< 10^4 \text{ cm}^{-3}$ ) present  $\log U$  that varies from  $-4$  to  $-2$ .



**Figure 12.** Bottom left-hand panel: comparison between  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  obtained using the calibration  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - N2$  proposed in this work and the one obtained through the extrapolation of the radial gradient (see Section 3.2). Top left-hand panel: difference  $\langle D \rangle$  between the metallicity estimations based on our  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - N2$  relation and the one obtained through the extrapolation using the  $N2$  index. The average difference between these estimations is provided. Dashed lines indicate the uncertainty of  $\pm 0.1$  dex assumed in  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  estimations via strong emission-line methods (Kewley et al. 2001). Right-hand panels: the same as the left-hand panels but using the  $O3N2$  index.



**Figure 13.** Bottom panel: oxygen abundance estimations derived through our  $O3N2$  calibration (equation 6) plotted against the ones estimated through the  $N2$  calibration (equation 5). Solid line represents the equality between these oxygen estimations. Top panel: difference  $\langle D \rangle$  between both estimations. The average difference is indicated.



**Figure 14.** Histogram containing the logarithm of the ionization parameters of our objects derived through equation (7) and the values derived for a sample of Seyfert 2 galaxies studied by Carvalho et al. (2020).

## 6 CONCLUSION

Using optical data of 43 LINER galaxies obtained from the MaNGA survey, we proposed, for the first time, two semi-empirical calibrations based on photoionization models to estimate the oxygen abundance of this class of objects, as a function of the  $N2$  and  $O3N2$  emission-line intensity ratios. Due to the nuclei of the objects in our sample classified as RGs according to the WHAN diagnostic diagram, we argue that these LINERs are probably ionized by post-AGB stars. Therefore, to derive the calibrations, we built

photoionization models using the CLOUDY code considering post-AGB stars with three different effective temperatures (50, 100, and 190 kK) as the ionizing sources. Using the calibrations proposed in this work, we found that LINERs exhibit an oxygen abundance range  $8.48 \lesssim 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \lesssim 8.84$ , with a mean value of  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.65$ . We compared the results produced by both calibrations and found that they are in agreement. Comparing the results produced by the calibrations, taking into account the observational and theoretical errors, we found good agreement. Considering this result and that the  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - N2$  calibration presents a much smaller dispersion than the  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - O3N2$  calibration, we recommend the use of the  $N2$  index to estimate the oxygen abundances of LINERs. We compared the metallicities produced by the proposed calibrations, with those derived by extrapolating the disc oxygen abundance gradients to the centre of the galaxies, finding that they are in good agreement. We also derived a calibration between the logarithm of the ionization parameter and the  $[\text{O III}]/[\text{O II}]$  emission-line ratio.

## ACKNOWLEDGEMENTS

CBO is grateful to the Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo (FAPESP) for the support under grant 2019/11934-0 and to the Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES). ACK thanks FAPESP for the support grant 2020/16416-5 and the Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq). JAHJ acknowledges support from FAPESP, process number 2021/08920-8. OLD is grateful to FAPESP and CNPq. IAZ acknowledges support by the National Academy of Sciences of Ukraine under the Research Laboratory Grant for young scientists No. 0120U100148. AFM gratefully acknowledges support from CAPES.

*Software:* ASTROPLOTLIB (Hernandez-Jimenez 2022; Hernandez-Jimenez et al. 2013, 2015), ASTROPY (Astropy Collaboration 2013, 2018), SCIPY (Virtanen et al. 2020), NUMPY (Harris et al. 2020), and MATPLOTLIB (Hunter 2007).

## DATA AVAILABILITY

The data underlying this paper will be shared on reasonable request to the corresponding author.

## REFERENCES

Aguado D. S. et al., 2019, *ApJS*, 240, 23  
 Allende Prieto C., Lambert D. L., Asplund M., 2001, *ApJ*, 556, L63  
 Alloin D., Collin-Souffrin S., Joly M., Vigroux L., 1979, *A&A*, 78, 200  
 Alloin D., Bica E., Bonatto C., Prugniel P., 1992, *A&A*, 266, 117  
 Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, *ARA&A*, 47, 481  
 Astropy Collaboration, 2013, *A&A*, 558, A33  
 Astropy Collaboration, 2018, *AJ*, 156, 123  
 Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, *PASP*, 93, 5  
 Belfiore F. et al., 2017, *MNRAS*, 469, 151  
 Belfiore F. et al., 2019, *AJ*, 158, 160  
 Blanton M. R. et al., 2017, *AJ*, 154, 28  
 Boggs P. T., Rogers J. E., 1990, in Brown P. J., Wayne A. F., eds, *Contemporary Mathematics: Orthogonal distance regression*, Vol. 112. Providence, USA, p. 186  
 Bosch G., Selman F., Melnick J., Terlevich R., 2001, *A&A*, 380, 137  
 Bremer M., Scharwächter J., Eckart A., Valencia-S. M., Zuther J., Combes F., Garcia-Burillo S., Fischer S., 2013, *A&A*, 558, A34  
 Bundy K. et al., 2015, *ApJ*, 798, 7  
 Cappellari M., 2017, *MNRAS*, 466, 798

Cappellari M., Copin Y., 2003, *MNRAS*, 342, 345  
 Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, *ApJ*, 345, 245  
 Carvalho S. P. et al., 2020, *MNRAS*, 492, 5675  
 Castro C. S., Dors O. L., Cardaci M. V., Hägele G. F., 2017, *MNRAS*, 467, 1507  
 Cid Fernandes R., Stasińska G., Schlickmann M. S., Mateus A., Vale Asari N., Schoenell W., Sodré L., 2010, *MNRAS*, 403, 1036  
 Cid Fernandes R., Stasińska G., Mateus A., Vale Asari N., 2011, *MNRAS*, 413, 1687  
 Díaz Á. I., Terlevich E., Castellanos M., Hägele G. F., 2007, *MNRAS*, 382, 251  
 do Nascimento J. C. et al., 2022, *MNRAS*, 513, 807  
 Dors O. L., 2021, *MNRAS*, 507, 466  
 Dors O. L. J., Storch-Bergmann T., Riffel R. A., Schimidt A. A., 2008, *A&A*, 482, 59  
 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., Hägele G. F., Cardaci M. V., Krabbe A. C., 2017, *MNRAS*, 466, 726  
 Dors O. L. et al., 2020, *MNRAS*, 492, 468  
 Drory N. et al., 2015, *AJ*, 149, 77  
 Elmegreen B. G., Elmegreen D. M., Montenegro L., 1992, *ApJS*, 79, 37  
 Ercolano B., Bastian N., Stasińska G., 2009, *Ap&SS*, 324, 199  
 Falcón-Barroso J., Sánchez-Blázquez P., Vazdekis A., Ricciardelli E., Cardiel N., Cenarro A. J., Gorgas J., Peletier R. F., 2011, *A&A*, 532, A95  
 Ferland G. J., Netzer H., 1983, *ApJ*, 264, 105  
 Ferland G. J. et al., 2017, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 53, 385  
 Hägele G. F., Pérez-Montero E., Díaz Á. I., Terlevich E., Terlevich R., 2006, *MNRAS*, 372, 293  
 Hägele G. F., Díaz Á. I., Terlevich E., Terlevich R., Pérez-Montero E., Cardaci M. V., 2008, *MNRAS*, 383, 209  
 Halpern J. P., Steiner J. E., 1983, *ApJ*, 269, L37  
 Harris C. R. et al., 2020, *Nature*, 585, 357  
 Heckman T. M., 1980, *A&A*, 87, 152  
 Hernandez-Jimenez J. A., 2022, *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:2204.002  
 Hernandez-Jimenez J. A., Pastoriza M. G., Rodrigues I., Krabbe A. C., Winge C., Bonatto C., 2013, *MNRAS*, 435, 3342  
 Hernandez-Jimenez J. A., Pastoriza M. G., Bonatto C., Rodrigues I., Krabbe A. C., Winge C., 2015, *MNRAS*, 451, 2278  
 Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 1993, *ApJ*, 417, 63  
 Hunter J. D., 2007, *Comput. Sci. Eng.*, 9, 90  
 Izotov Y. I., Thuan T. X., 2008, *ApJ*, 687, 133  
 Jamet L., Morisset C., 2008, *A&A*, 482, 209  
 Jensen E. B., Strom K. M., Strom S. E., 1976, *ApJ*, 209, 748  
 Jin Y., Kewley L. J., Sutherland R., 2022, *ApJ*, 927, 37  
 Kauffmann G. et al., 2003, *MNRAS*, 346, 1055  
 Kennicutt Robert C. J., Bresolin F., Garnett D. R., 2003, *ApJ*, 591, 801  
 Kewley L. J., Dopita M. A., 2002, *ApJS*, 142, 35  
 Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., 2001, *ApJ*, 556, 121  
 Kewley L. J., Groves B., Kauffmann G., Heckman T., 2006, *MNRAS*, 372, 961  
 Kewley L. J., Nicholls D. C., Sutherland R. S., 2019, *ARA&A*, 57, 511  
 Krabbe A. C., Oliveira C. B., Zinchenko I. A., Hernández-Jiménez J. A., Dors O. L., Hägele G. F., Cardaci M. V., Telles N. R., 2021, *MNRAS*, 505, 2087  
 López-Sánchez Á. R., Esteban C., 2010, *A&A*, 517, A85  
 Maiolino R., Mannucci F., 2019, *A&AR*, 27, 3  
 Marino R. A. et al., 2013, *A&A*, 559, A114  
 Mayya Y. D., Prabhu T. P., 1996, *AJ*, 111, 1252  
 Monreal-Ibero A., Relaño M., Kehrig C., Pérez-Montero E., Vílchez J. M., Kelz A., Roth M. M., Streicher O., 2011, *MNRAS*, 413, 2242  
 Netzer H., 2013, *The Physics and Evolution of Active Galactic Nuclei*. Cambridge Univ. Press, Cambridge  
 Osterbrock D. E., Ferland G. J., 2006, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*. University Science Books, Sausalito, California

- Pagel B. E. J., Edmunds M. G., Blackwell D. E., Chun M. S., Smith G., 1979, *MNRAS*, 189, 95  
 Peimbert M., Peimbert A., Delgado-Inglada G., 2017, *PASP*, 129, 082001  
 Pérez-Montero E., 2017, *PASP*, 129, 043001  
 Pérez-Montero E., Contini T., 2009, *MNRAS*, 398, 949  
 Pettini M., Pagel B. E. J., 2004, *MNRAS*, 348, L59  
 Pilyugin L. S., 2003, *A&A*, 399, 1003  
 Pilyugin L. S., Vílchez J. M., Contini T., 2004, *A&A*, 425, 849  
 Pilyugin L. S., Thuan T. X., Vílchez J. M., 2007, *MNRAS*, 376, 353  
 Rauch T., 2003, *A&A*, 403, 709  
 Sánchez S. F. et al., 2016, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 52, 171  
 Sánchez-Blázquez P. et al., 2006, *MNRAS*, 371, 703  
 Shields J. C., 1992, *ApJ*, 399, L27  
 Singh R. et al., 2013, *A&A*, 558, A43  
 Smee S. A. et al., 2013, *AJ*, 146, 32  
 Stasińska G., 1984, *A&A*, 135, 341  
 Storch-Bergmann T., Calzetti D., Kinney A. L., 1994, *ApJ*, 429, 572  
 Storch-Bergmann T., Schmitt H. R., Calzetti D., Kinney A. L., 1998, *AJ*, 115, 909  
 Taniguchi Y., Shioya Y., Murayama T., 2000, *AJ*, 120, 1265  
 Terlevich R., Melnick J., 1985, *MNRAS*, 213, 841  
 Toribio San Cipriano L., Domínguez-Guzmán G., Esteban C., García-Rojas J., Mesa-Delgado A., Bresolin F., Rodríguez M., Simón-Díaz S., 2017, *MNRAS*, 467, 3759  
 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  
 Virtanen P. et al., 2020, *Nat. Methods*, 17, 261  
 Wake D. A. et al., 2017, *AJ*, 154, 86  
 Westfall K. B. et al., 2019, *AJ*, 158, 231  
 Yan R., 2018, *MNRAS*, 481, 476  
 Yan R., Blanton M. R., 2012, *ApJ*, 747, 61  
 Zinchenko I. A., Dors O. L., Hägele G. F., Cardaci M. V., Krabbe A. C., 2019, *MNRAS*, 483, 1901

This paper has been typeset from a  $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$  file prepared by the author.

## Chemical abundances of LINER galaxies - Nitrogen abundance estimations

Journal:	<i>Monthly Notices of the Royal Astronomical Society</i>
Manuscript ID	MN-23-2539-MJ
Manuscript type:	Main Journal
Date Submitted by the Author:	06-Jul-2023
Complete List of Authors:	Oliveira Junior, Celso; Universidade do Vale do Paraiba, Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento Krabbe, Angela; Universidade do Vale do Paraiba, Astronomia Dors Junior, Oli; UNIVAP, IP&D Zinchenko, Igor; Main Astronomical Observatory of National Academy of Sciences, Physics of stars and galaxies HERNANDEZ-JIMENEZ, JOSE; Universidade de Sao Paulo Instituto de Astronomia Geofisica e Ciencias Atmosfericas, Cardaci, Monica; Instituto de Astrofísica de La Plata, ; Universidad Nacional de la Plata, Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas Hagele, Guillermo; Instituto de Astrofísica de La Plata, CONICET, ; Universidad Nacional de La Plata, Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas
Keywords:	galaxies: abundances < Galaxies, ISM: abundances < Interstellar Medium (ISM), Nebulae, galaxies: nuclei < Galaxies

# Chemical abundances of LINER galaxies - Nitrogen abundance estimations

C. B. Oliveira Jr.<sup>1\*</sup>, A.C. Krabbe<sup>1†</sup>, O. L. Dors Jr.<sup>1</sup>, I. A. Zinchenko<sup>2,3</sup>,  
J. A. Hernandez-Jimenez<sup>1</sup>, M. V. Cardaci<sup>4,5</sup>, G. F. Hägele,<sup>4,5</sup>

<sup>1</sup> Universidade do Vale do Paraíba, Av. Shishima Hifumi, 2911, Zip Code 12244-000, São José dos Campos, SP, Brazil

<sup>2</sup> Faculty of Physics, Ludwig-Maximilians-Universität, Scheinerstr. 1, 81679 Munich, Germany

<sup>3</sup> Main Astronomical Observatory, National Academy of Sciences of Ukraine, 27 Akad. Zabolotnoho St 03680 Kyiv, Ukraine

<sup>4</sup> Instituto de Astrofísica de La Plata (CONICET La Plata–UNLP), Argentina.

<sup>5</sup> Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata, Paseo del Bosque s/n, 1900 La Plata, Argentina

Accepted XXX. Received YYY; in original form ZZZ

## ABSTRACT

In this work, we investigated the nitrogen and oxygen abundances in a sample of galaxies with Low Ionization Nuclear Emission Regions (LINERs) in their nucleus. Optical spectroscopic data (3 600 - 10 000 Å) of 40 LINERs from the Mapping Nearby Galaxies (MaNGA) survey were considered. Only objects classified as retired galaxies, i.e. whose main ionization sources are post-Asymptotic Giant Branch (pAGB) stars, were selected. The abundance estimates were obtained through detailed photoionization models built with the `CLOUDY` code to reproduce a set of observational emission line intensities ratios of the sample. Our results show that LINERs have oxygen and nitrogen abundances in the ranges of  $8.0 \lesssim 12 + \log(O/H) \lesssim 9.0$  (mean value  $8.74 \pm 0.27$ ) and  $7.6 \lesssim 12 + \log(N/H) \lesssim 8.5$  (mean value  $8.05 \pm 0.25$ ), respectively. About 70% of the sample have oversolar O/H and N/H abundances. Our abundance estimates are in consonance with those for Seyfert 2 nuclei and H II regions with the highest metallicity, indicating that these distinct object classes show similar enrichment of the interstellar medium (ISM). We found a correlation between the nitrogen and oxygen abundances inferring that the ISM nitrogen enrichment in LINERs seems to mainly have a secondary production. Our results show that LINERs do not present any correlation between the N/O abundances and the stellar masses of the hosting galaxies.

**Key words:** galaxies:abundances – ISM:abundances – galaxies:nuclei

## 1 INTRODUCTION

Estimations of chemical abundances of the gas phase of Active Galactic Nuclei (AGNs) and Star-Forming regions (SFs, H II regions and H II galaxies) are fundamental to understanding the chemical evolution of galaxies along the Hubble time. The spectra of these objects present strong emission lines that are easily detectable, even in objects at (very) high redshift (e.g., Curti et al. 2023; Sanders et al. 2023), and these lines can be used to estimate the metallicity ( $Z$ ) and other features (e.g., electron density, elemental abundance, hardness of the ionizing spectra, etc) of these objects (for a review see Maiolino & Mannucci 2019; Kewley et al. 2019).

Generally, the gas-phase metallicity is traced through the oxygen abundance in relation to the hydrogen (O/H), due to the oxygen has strong emission lines in the optical spectrum

([O II] $\lambda$ 3726,  $\lambda$ 3729, [O III] $\lambda$ 5007) emitted by its more abundant ions ( $O^+$ ,  $O^{2+}$ ). Therefore, hereafter we use metallicity ( $Z$ ) and oxygen abundance (O/H) interchangeably. It is largely accepted that the most reliable method to estimate O/H and the abundance of other elements (e.g., N, S, Ne) is the  $T_e$ -method (see discussion in Hägele et al. 2006, 2008)<sup>1</sup>. The reliability of the  $T_e$ -method is supported by the agreement between O/H estimates in H II regions and those in neighborhood stars (see Pilyugin 2003; Toribio San Cipriano et al. 2017). The  $T_e$ -method is based on determinations of electron temperatures and requires measurements of auroral emission lines, such [O III] $\lambda$ 4363 and [N II] $\lambda$ 5755, which are weak (about 100 times weaker than H $\beta$ ) or even not detectable in most parts of objects with high metallicity and/or low excitation (van Zee et al. 1998; Díaz et al. 2007; Dors et al. 2008). In the cases in which the  $T_e$ -method can not be applied,  $Z$  and elemental abundances (e.g.,

\* E-mail: cbo\_jr@hotmail.com (CBO)

† E-mail: angela.krabbe@gmail.com (ACK)

<sup>1</sup> For a review of the  $T_e$ -method see Peimbert et al. (2017) and Pérez-Montero (2017).

## 2 *C.B. Oliveira Jr. et al.*

N/H, S/H) have been estimated through calibrations between these and intensities of strong emission line ratios (hereafter strong-line method) of SFs (e.g., Pagel et al. 1979; Alloin et al. 1979; McGaugh 1991; Thurston et al. 1996; Christensen et al. 1997; Díaz & Pérez-Montero 2000; Oey & Shields 2000; Kewley & Dopita 2002; Pettini & Pagel 2004; Pérez-Montero et al. 2006; Stasińska 2006; Nagao et al. 2006; Yin et al. 2007; Viironen et al. 2007; Shi et al. 2007; Dopita et al. 2013; Marino et al. 2013; Morales-Luis et al. 2014; Jones et al. 2015; Brown et al. 2016; Pilyugin & Grebel 2016; Curti et al. 2017; Hirschauer et al. 2018; Jiang et al. 2019; Ho 2019; Mingozi et al. 2020; Pérez-Montero et al. 2021; Florido et al. 2022; Díaz & Zamora 2022) and AGNs (Storchi-Bergmann et al. 1998; Castro et al. 2017; Carvalho et al. 2020; Dors 2021; Dors et al. 2021).

The vast spectroscopic optical data obtained by surveys – e.g., data made available by the Sloan Digital Sky Survey (SDSS, York et al. 2000), Calar Alto Legacy Integral Field Area (CALIFA, Sánchez et al. 2012), Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory (MaNGA, Bundy et al. 2015), and Chemical Abundances of Spirals (CHAOS, Berg et al. 2015) surveys – have revolutionized the understanding of the chemical enrichment of SFs (e.g., Tremonti et al. 2004; Izotov et al. 2006, 2019; Sánchez et al. 2014; Belfiore et al. 2017; Berg et al. 2020; Rogers et al. 2022, among others) in the local universe. However, estimations of the metallicity and elemental abundances in other object classes, such as AGNs and Low Ionization Nuclear Emission-line Region (LINERs) are little known. For instance, the first quantitative abundance determination of the N/H abundance in AGNs (Seyfert 2 type) was only performed recently by Dors et al. (2017). These authors used detailed photoionization models to reproduce the optical spectrum of 44 Seyfert 2s in the local ( $z < 0.1$ ) universe (see also Pérez-Montero et al. 2019; Flury & Moran 2020). Moreover, neon, argon, helium, and sulfur abundances have also been recently estimated in a small sample (less than 70 objects,  $z < 0.3$ ) of AGNs by Armah et al. (2021), Monteiro & Dors (2021) and Dors et al. (2022, 2023), respectively.

A worse scenario is found for LINERs, despite these objects appear in  $\sim 1/3$  of galaxies in the local universe (Netzer 2013). This fact is possibly due to the need to know the nature of the ionizing sources and excitation mechanisms of LINERs in order to apply the  $T_e$ -method (Dors et al. 2020) and/or strong-line methods (Storchi-Bergmann et al. 1998). Annibali et al. (2010), using optical spectra of a sample of LINERs located in early-type galaxies (ETGs), estimated the O/H abundance assuming hot stars and the accretion of gas into a central black hole (AGN) as ionization sources. The authors found that the average abundance obtained from AGN calibration is  $\sim 0.05$  dex higher than those one obtained through hot stars calibration, however, the last one produced a broader metallicity range. Krabbe et al. (2021) derived the O/H abundance of the UGC 4805 LINER nucleus using MaNGA data and using distinct methods, i.e., the extrapolation of the disk abundance gradient, the calibrations between O/H abundance and strong emission lines for AGNs, as well as photoionization models built with the Cloudy code, assuming gas accretion into a black hole (AGN) and pAGB stars with different effective temperatures. These authors found that depending on the method adopted, discrepancies of until  $\sim 0.4$  dex are derived (see Table 2 of Krabbe et al. 2021). Finally, Oliveira et al. (2022) proposed, for the first time, two semi-empirical calibrations based on photoionization models to estimate the oxygen abundance of LINERs as a function of intensities of strong optical emission-line ratios. These authors were able to estimate the O/H abundance for 43 LINERs classified as

retired galaxies, i.e. ionized by pAGB stars, finding values in the range  $8.5 \lesssim 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \lesssim 8.9$ , or  $0.6 \lesssim (Z/Z_\odot) \lesssim 1.4$  assuming the solar oxygen value  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.69$  (Allende Prieto et al. 2001).

Despite these (relatively) recent efforts to estimate the metallicity in LINERs, the abundance of other elements (e.g., N, S) is rare in the literature. In fact, until we know the unique abundance estimation of other heavy elements for LINERs was performed by Pérez-Díaz et al. (2021). These authors determined the nitrogen-oxygen ratios for a sample of 40 LINERs using the `III-CHI-MISTRY` code (Pérez-Montero 2014; Pérez-Montero et al. 2019). This code performs a bayesian-like comparison between the predictions from certain optical emission-line ratios and a large grid of photoionization models that assumes AGNs as ionization sources. They found that LINERs present N/O abundance ratio values similar to SFs, but lower ( $\sim 0.20$  dex) than those of Seyfert 2 nuclei. The objects considered by Pérez-Díaz et al. (2021) were classified as LINERs through two diagnostic diagrams, i.e.,  $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  versus  $[\text{S II}](\lambda 6716 + \lambda 6731)/\text{H}\alpha$  and versus  $[\text{O I}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ . However, these diagrams can not discriminate the ionization source of the LINERs. In fact, a gas excited by an AGN, shocks, or pAGB stars occupies similar regions in classical optical diagnostic diagrams (e.g., Dors et al. 2021; Lagos et al. 2022; Feltre et al. 2023), requiring additional analysis to carry out galaxy spectral classification (e.g., Stasińska et al. 2008; Panuzzo et al. 2011; Juneau et al. 2011; Shirazi & Brinchmann 2012; Ricci et al. 2014; Rich et al. 2014; Bär et al. 2017; Davies et al. 2017; Wylezalek et al. 2018; Byler et al. 2019; Agostino & Salim 2019). It is crucial to note that BPT diagrams alone cannot distinguish the ionization source of LINERs, whether it is due to AGNs, shocks, or pAGB stars. Therefore, an additional analysis is required to determine the ionization source of LINERs. In this sense, the WHAN diagram proposed by Cid Fernandes et al. (2010), which takes into account the equivalent width of  $\text{H}\alpha$  ( $\text{EW}_{\text{H}\alpha}$ ) versus  $[\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  line ratio, is a useful tool to differentiate the nature of the ionization sources of the objects classified previously as LINER in the BPT diagram, i.e., between evolved low-mass stars (like pAGB stars) and low ionization AGNs.

In this study, the third a series (Paper I - Krabbe et al. 2021 and Paper II - Oliveira et al. 2022), we investigate the nitrogen and oxygen abundances of 43 LINERs. The ionization sources of these LINERs were previously classified as pAGB stars by Oliveira et al. (2022). We carried out this analysis using the `CLOUDY` code (Ferland et al. 2013) to build detailed photoionization models to reproduce strong optical emission line ratios found for the objects in our sample and, thus, estimate the N/H and O/H abundances. We follow a similar methodology as the one applied by Dors et al. (2017) to estimate the abundances in a sample of Seyfert 2 nuclei. In particular, nitrogen has two nucleosynthetic origins: primary nucleosynthesis, in which the nitrogen enrichment of the interstellar medium (ISM) is due to supernovae explosions, and a secondary origin through mass-loss events of intermediate-mass stars [e.g., asymptotic giant branch (AGB) stars] which release additional N relative to O (see e.g., Johnson et al. 2023; Grisoni et al. 2021; Johnson 2019; Vincenzo & Kobayashi 2018; Wu & Zhang 2013; Thuan et al. 2010; Pilyugin et al. 2003; Henry et al. 2000; Matteucci 1986). Therefore, N/H and O/H estimates are essential to investigate the stellar nucleosynthesis yields and the star formation history in LINERs whose ionization sources are pAGB stars. This paper is organized as follows: Section 2 describes the observational data. In Section 3 we present the photoionization model descriptions and the methodology applied to derive the nitrogen and oxygen abundance.

In Section 4 the results and discussions are shown, while in Section 5 we present our conclusions.

## 2 OBSERVATIONAL DATA

To derive the nitrogen and oxygen abundances, observational optical emission-line intensities of LINER nuclei taken from the MaNGA survey (Bundy et al. 2015) were considered. The spectra comprehend the wavelength range of 3 600 - 10 000 Å, with a spatial resolution of about 2.5 arcsec (Smeed et al. 2013; Wake et al. 2017). Auroral emission lines (e.g., [O III]λ4363) are not detected, therefore, only the [O II]λ3727, [O III]λ5007, [N II]λ6584, [S II]λ6717, 31, Hα, and Hβ strong emission lines, measured with a signal-to-noise ratio higher 3 and reddening corrected, were considered in the analysis. The sample of objects is the same as selected by Oliveira et al. (2022) and is composed of 43 galaxies with LINER emission in their nuclear region and with SF emission in their disks. A detailed description of the data reduction, reddening correction procedure, etc, are presented in Oliveira et al. (2022). The selection criteria are summarized in what follows.

- Initially, we used the [O III]λ5007/Hβ versus [N II]λ6584/Hα diagnostic diagram proposed by Baldwin et al. (1981), known as [N II]-diagram, to classify each spaxel of the individual objects as H II-like regions or AGN-like objects. For that, we assumed the theoretical and empirical criteria proposed by Kewley et al. (2001) and Kauffmann et al. (2003), respectively, and given by:

$$\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta) > \frac{0.61}{\log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha) - 0.47} + 1.19 \quad (1)$$

and

$$\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta) > \frac{0.61}{\log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha) - 0.05} + 1.3. \quad (2)$$

After that, we applied the Cid Fernandes et al. (2010) criterion to the AGN-like spaxels to distinguish the LINER objects:

$$\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta) < 0.48 + 1.01 \times \log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha). \quad (3)$$

- Taking into account the spaxels classified as LINER in the [N II]-diagram, we applied the WHAN [ $\log(\text{EW}_{\text{H}\alpha})$  versus  $\log([\text{N II}]\lambda 6584)$ ] diagram (Cid Fernandes et al. 2011) to differentiate the nature of the ionization sources of the objects, i.e. between evolved low-mass stars (like post-AGB stars) and low ionization AGNs. We only selected spaxels classified as Retired Galaxies (RG), i.e.  $\text{EW}_{\text{H}\alpha} < 3 \text{ \AA}$ , suggesting that the ionization sources are probably post-AGB stars.

- After the previous classification processes, performed on each individual spaxel, we integrated the fluxes within a circular aperture with a radius of 1 kpc located at the nuclear region of each galaxy. For these integrated regions we applied the same classification based on the [N II]-diagram and the WHAN diagrams.

- Finally, we selected all the galaxies whose integrated nuclear emission is simultaneously classified as LINER in the [N II]-diagram and as RG in the WHAN diagram. In Figure 1 both diagnostic diagrams are shown. For the [N II]-diagram, we considered an error of  $\pm 0.1$  dex for the criterion by Kewley et al. (2001) to separate AGN-like and H II-like objects, and the same error value for the criterion by Cid Fernandes et al. (2010) to distinguish Seyfert and LINER objects.

The stellar mass of the hosting galaxies is in the range of  $10 \lesssim \log(M_*/M_\odot) \lesssim 11.2$  and the redshift is in the range of

$0.02 \lesssim z \lesssim 0.07$ . In Table 1 the observational emission-line intensities (in relation to Hβ) of the objects for which we were able to reproduce their emission-line ratios (see below) are listed. In the first column of this table is also given the MaNGA identifier "plate-IFU" for each object.

## 3 PHOTOIONIZATION MODELS

### 3.1 Initial parameters

Individual photoionization models, built with the CLOUDY code version 17.02 (Ferland et al. 2017), were used to reproduce the observed emission line intensities (in relation to Hβ) for each object of our sample. Initial parameters for each model were derived following the methodology described below.

(i) Ionization parameter: the logarithm of the ionization parameter ( $\log U$ ) was derived by the equation proposed by Oliveira et al. (2022):

$$\log U = 0.57(\pm 0.01)x - 3.19(\pm 0.01),$$

being  $x = \log([\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O II}]\lambda 3727)$  obtained from the observational data. A plane parallel geometry was assumed in the models (see the discussion by Oliveira et al. 2022 about the selection of this parameter).

(ii) Spectral energy distribution (SED): we assumed the SED represented by a post-AGB star atmosphere model by Rauch (2003), with the logarithm of the surface gravity  $\log(g) = 6$  and an effective temperature of  $T_{\text{eff}} = 190 \text{ kK}$ .

(iii) Electron density ( $N_e$ ): we assumed a constant  $N_e$  value along the nebular radius. For each object,  $N_e$  was derived through the observational [S II]λ6716/λ6731 line ratio, assuming an electron temperature equal to 10 000 K, and by using the TEMDEN task of the IRAF software. It was possible to derive  $N_e$  for 24 objects. For the remaining of the galaxies in the sample, we were not able to directly derive  $N_e$  due to the [S II] line ratio being higher than  $\sim 1.4$  (see Osterbrock 1989). Therefore, for the latter, we considered  $N_e = 400 \text{ cm}^{-3}$  as the initial value (that is the average value obtained from the objects for which we derived  $N_e$  through the [S II] line ratio).

(iv) Metallicity (Z): the value of the oxygen abundance for each object was derived through the semi-empirical calibration proposed by Oliveira et al. (2022):

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 0.71(\pm 0.03)N2 + 8.58(\pm 0.01),$$

being  $N2 = \log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$  obtained from the observational data. To convert the oxygen abundance into metallicity we applied the following:

$$(Z/Z_\odot) = 10^{8.69 - [12 + \log(\text{O}/\text{H})]}$$

being 8.69 dex the solar oxygen abundance (Allende Prieto et al. 2001). Following Dors et al. (2017), models are assumed to be dust free. The effects of the presence of dust in the gas phase on the inferred N and O abundances are discussed in Sec. 4.1.

(v) Nitrogen and sulphur abundances: the nitrogen (N/H) and sulphur (S/H) abundances relative to the hydrogen abundance were initially assumed to be equal to the solar ones, i.e.,  $12 + \log(\text{N}/\text{H})_\odot = 7.93$  and  $12 + \log(\text{S}/\text{H})_\odot = 7.27$ , taken from Holweger (2001) and Grevesse & Sauval (1998), respectively.

4 *C.B. Oliveira Jr. et al.***Table 1.** Dereddened fluxes (relative to  $H\beta=1.00$ ) for our sample of LINER nuclei. The observed values compiled from the literature are referred as "Obs." while the predicted values by the photoionization models as "Mod." (see Sect.3).

Object	[O II] $\lambda 3727$		[O III] $\lambda 5007$		[N II] $\lambda 6584$		[S II] $\lambda\lambda 6716+31$		H $\alpha$	
	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.
7495-12704	1.77	1.91	1.79	1.70	3.25	3.31	2.08	2.04	2.87	2.83
7977-3704	5.06	6.08	1.65	1.74	2.73	2.60	1.90	1.67	2.87	2.85
7977-12703	3.93	4.81	1.31	1.30	2.54	2.40	1.88	1.93	2.87	2.82
7990-12704	4.35	4.48	2.10	2.09	3.01	3.08	3.08	3.21	2.87	2.81
8083-12704	2.27	2.54	1.32	1.26	2.90	2.83	2.78	2.56	2.87	2.82
8140-12703	8.77	9.56	1.87	1.80	3.23	3.37	1.89	1.88	2.87	2.80
8247-3701	3.58	3.65	1.44	1.52	3.06	3.17	1.67	1.72	2.87	2.81
8249-12704	4.25	4.07	3.88	4.03	3.45	3.15	2.36	2.38	2.87	2.81
8254-3704	5.62	5.92	2.04	2.11	3.25	3.41	2.22	2.35	2.87	2.80
8257-1902	3.90	4.85	1.40	1.38	2.77	2.73	1.88	1.85	2.87	2.85
8259-9102	8.45	8.29	2.44	2.47	3.08	3.04	1.63	1.62	2.87	2.79
8313-9102	5.05	4.98	2.30	2.15	4.32	4.49	3.04	3.16	2.87	2.80
8313-12705	5.55	5.64	3.16	3.17	4.02	4.01	3.34	3.46	2.87	2.80
8318-12703	4.19	4.85	2.77	2.35	4.02	4.13	2.85	3.03	2.87	2.81
8320-9102	4.70	4.22	2.81	2.51	3.82	3.75	2.30	2.28	2.87	2.81
8330-9102	2.29	2.38	1.82	1.77	3.63	3.60	2.52	2.47	2.87	2.82
8332-6103	7.97	8.23	3.84	4.03	3.40	3.45	2.28	2.39	2.87	2.79
8440-12704	3.82	4.05	1.71	1.56	3.23	3.24	3.25	2.94	2.87	2.82
8481-1902	6.57	6.74	2.17	2.23	3.00	3.01	2.26	2.23	2.87	2.80
8482-12703	10.04	10.40	4.10	4.19	5.17	5.24	2.72	2.71	2.87	2.79
8550-6103	4.73	5.21	1.53	1.59	3.13	3.22	2.59	2.67	2.87	2.84
8550-12705	9.88	11.26	3.98	4.13	3.71	3.81	1.67	1.63	2.87	2.81
8552-9101	6.49	6.15	1.43	1.45	3.71	3.82	2.31	2.43	2.87	2.81
8601-12705	3.48	4.20	1.51	1.52	2.54	2.54	1.55	1.54	2.87	2.88
8588-9101	3.89	4.62	1.20	1.19	2.62	2.63	1.59	1.61	2.87	2.85
8138-9101	6.30	6.18	2.32	2.24	3.04	3.03	1.14	1.14	2.87	2.81
8482-9101	6.56	6.72	5.51	5.84	4.15	4.09	2.16	2.15	2.87	2.79
8554-1902	4.16	4.41	3.00	3.08	2.70	2.71	2.55	2.42	2.87	2.79
8603-12703	1.86	2.00	1.14	1.16	2.41	2.35	1.93	1.83	2.87	2.83
8604-6102	5.46	5.37	2.87	2.71	3.91	3.82	3.59	3.44	2.87	2.80
8606-3702	8.84	8.90	4.00	4.29	3.63	3.80	3.18	3.41	2.87	2.80
7990-6103	11.40	10.90	2.71	2.69	2.57	2.60	2.43	2.50	2.87	2.85
8243-9102	10.61	10.33	3.09	3.10	6.39	6.51	1.97	2.11	2.87	2.82
8243-12701	12.46	12.20	4.26	4.31	4.08	4.11	1.92	1.96	2.87	2.79
8332-12705	18.37	14.63	4.46	4.40	4.46	4.48	2.08	1.97	2.87	2.83
8549-3703	16.61	14.03	4.88	5.02	3.96	3.77	2.77	3.06	2.87	2.83
8550-12704	10.91	10.56	2.93	2.95	4.77	4.72	3.08	3.11	2.87	2.82
8138-3702	13.32	13.66	3.98	4.05	3.86	3.71	3.76	3.56	2.87	2.80
8482-3704	10.00	9.17	2.03	2.11	3.67	3.61	1.95	2.02	2.87	2.80
8604-12703	12.39	12.17	5.35	5.29	5.23	5.33	2.64	2.65	2.87	2.82

**3.2 Fitting model methodology**

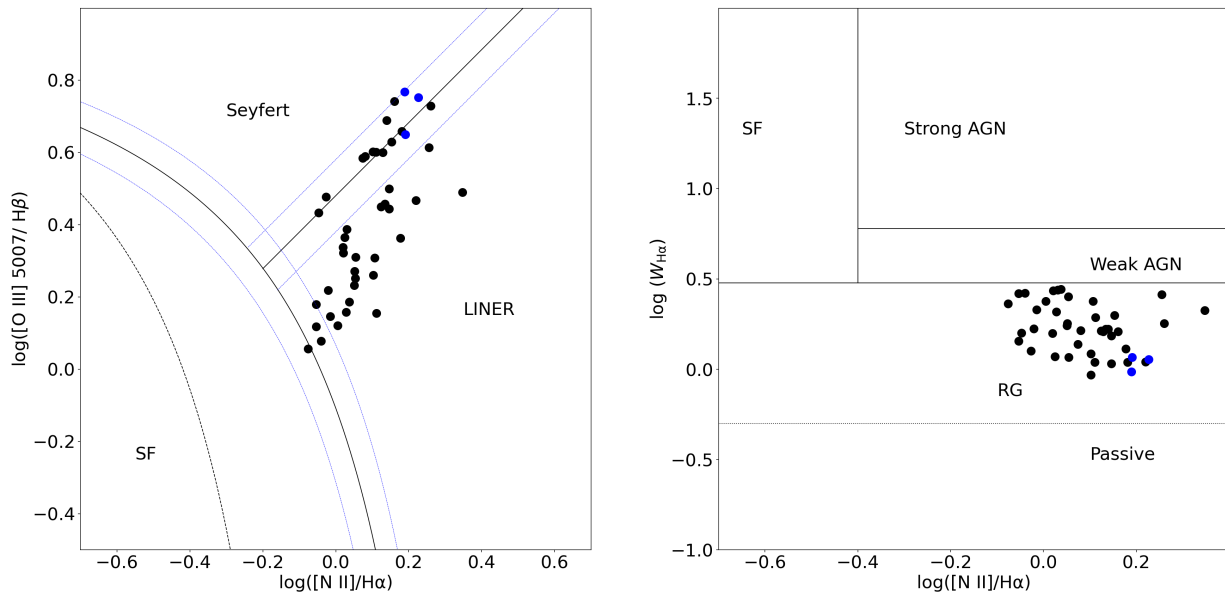
For each galaxy in our sample, we built an initial model with the input parameters as previously mentioned to reproduce the observational emission line intensities. Then, new models were built varying, separately,  $Z$ ,  $N/H$ ,  $S/H$ ,  $T_{\text{eff}}$ , and  $\log U$ , considering a step of  $\pm 0.2$  dex, the typical uncertainties in nebular parameter estimations derived through photoionization models (see e.g., Dors et al. 2011).

In particular, some uncertainty in the measured flux of [S II] emission lines in our sample is obtained due to the contribution of the diffuse ionized gas (DIG, see Kumari et al. 2019 and references therein), which increases with the decrease of the H $\alpha$  surface brightness of galaxies (e.g., Oey et al. 2007; Zhang et al. 2017). In fact, Pérez-Montero et al. (2023), who used the HCM-TEFF code <sup>2</sup>

to constraint physical parameters of SFs, found that diagrams assuming the [N II] $\lambda 6583$  line (less affected by DIG contribution, e.g., Blanc et al. 2009) instead of [S II], leads to infer lower  $T_{\text{eff}}$  value for the considered objects. However, Kumari et al. (2019) showed that metallicity estimates of SFs, based on strong-line methods and assuming [S II] lines, result in values lower than  $\sim 0.1$  dex in comparison to those by using emission line ratios without sulphur lines. This factor is lower than the abundance uncertainty produced from our detailed modeling, therefore, we assume that the DIG contribution has a minimal influence on our N and O abundance estimates.

We assumed that a model successfully represents an object if it reproduces the set of observational line intensities ratios within an uncertainty lower than  $\pm 25$  per cent. If no model was able to satisfy this criterion considering the  $N_e$  value defined as described above, a new series of models varying  $N_e$  were built. For 13 (over the 24) objects with  $N_e$  derived from their observed spectra (using IRAF) we have to run models varying  $N_e$  to fit the observed intensities ratios.

<sup>2</sup> <http://www.iaa.csic.es/~epm/HII-CHI-mistry.html>



**Figure 1.** Left panel:  $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  vs.  $[\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  diagnostic diagram. The black solid curve represents the theoretical separation between H II-like and AGN-like objects proposed by Kewley et al. (2001); the dashed black curve is the empirical star-forming limit proposed by Kauffmann et al. (2003), and the black solid line, proposed by Cid Fernandes et al. (2010), represents the separation between Seyferts and LINERs. Blue dashed lines represent the assumed error of  $\pm 0.1$  dex, as explained in Section 2. Black points represent the nuclear-integrated flux for each galaxy in our sample. Right panel: WHAN diagnostic diagram. Blue points in both panels are the galaxies for which we could not reproduce the observed emission line intensities by our models (see Sec. 4).

These objects are highlighted with the superscript "(a)" in Table 2. This methodology is similar to that used by Dors et al. (2017) to derive the nitrogen and oxygen abundances for a sample of Seyfert 2 objects.

The PHYMIR optimization method (van Hoof 1997), implemented into the CLOUDY code, was applied to vary the nebular parameters and select the best model. In Table 1 the model-predicted emission-line intensities ratios for each object of the sample are listed, while the resulting final model parameters are listed in Table 2. The atmosphere models of Rauch (2003) are defined for  $T_{\text{eff}}$  values between 50 and 190 kK with a step of 10 kK. Thus, the  $T_{\text{eff}}$  values derived for our sample are the ones interpolated between the Rauch (2003) available values.

In order to obtain the uncertainty in our abundance estimations, we consider as benchmarks three models with metallicities ( $Z/Z_{\odot}$ ) = 2.0, 1.0 and 0.2, which represent the range and the mean value derived for the objects in our sample (see Sect. 4). The  $T_{\text{eff}}$ ,  $N_{\text{e}}$  and  $\log U$  parameters were assumed to be 115 000 K,  $400 \text{ cm}^{-3}$  and  $-3.5$ , respectively, about the average values obtained from our model fitting to the observational data (see Table 2). Taking into account these model parameters, a series of models varying separately the O/H and N/H abundances by a factor of  $\pm 0.3$  dex (step of 0.1 dex) were built. Thus, the uncertainty in our fitting was obtained considering the abundance range, adopted in the models, for which emission line intensities differ  $\pm 25$  per cent from the values predicted by the initial model (see also Dors et al. 2017). We found that variations of about  $\pm 0.2$  dex and  $\pm 0.1$  dex in O/H and N/H abundances, respectively, produce variations of about  $\pm 25$  per cent in the intensities of the  $[\text{O II}]\lambda 3727/\text{H}\beta$ ,  $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ ,  $[\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\beta$ , and  $[\text{S II}](\lambda 6716 + \lambda 6731)/\text{H}\beta$  emission line ratios considered.

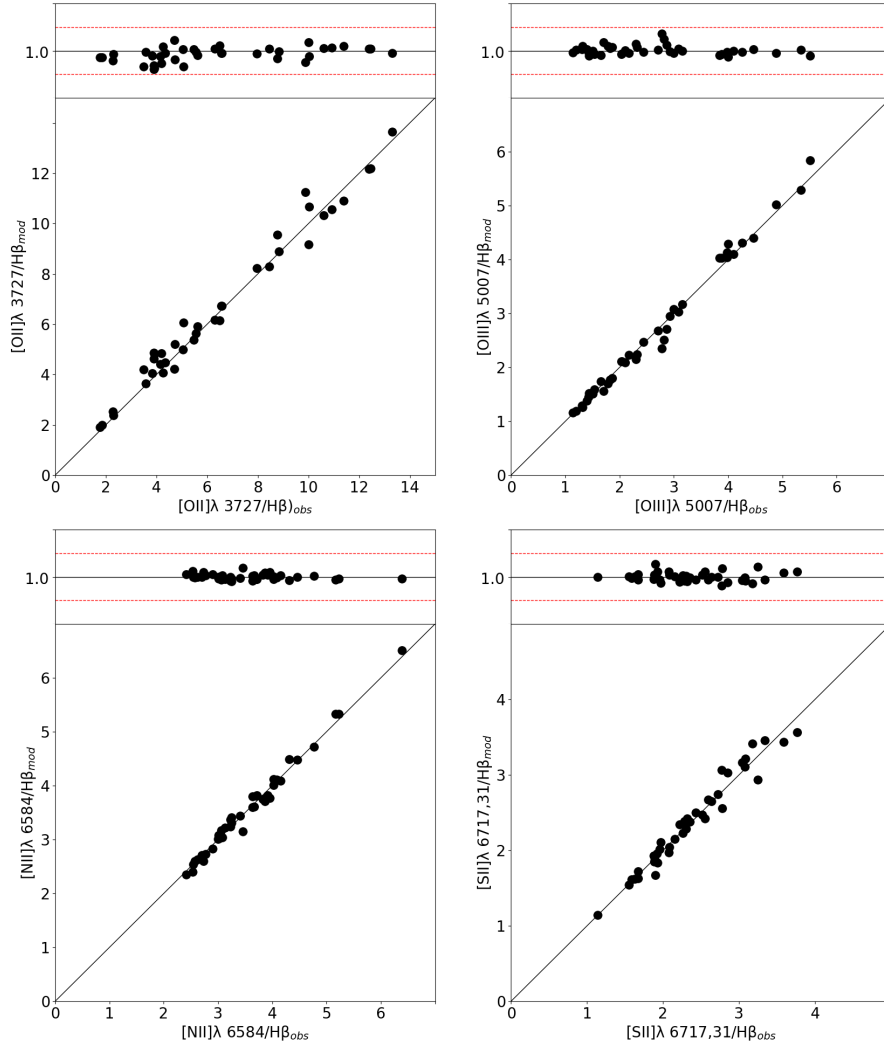
Since the PHYMIR method implemented in the CLOUDY code does not produce error estimates in the nebular parameters, these values are considered uncertainties in our O/H ( $\pm 0.2$  dex) and N/H ( $\pm 0.1$  dex) abundance estimations.

#### 4 RESULTS AND DISCUSSIONS

We were able to obtain a detailed photoionization model for 40 galaxies from our original sample of 43 objects. The cause of the model's failure in 3/43 LINER models was the difficulty to reproduce both high observational  $[\text{O II}]/\text{H}\beta$  and  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  values, i.e. values higher than  $\sim 15$ . These objects (not listed in Table 1) are 8131-9102, 8252-12702, and 8258-12704 and they are represented in Fig. 1 by blue points. Possibly, for these three LINERs, the ionizing source is hotter than the upper limit of 190 kK of the Rauch (2003) atmosphere models, e.g., accreting, nuclear-burning white dwarfs (WDs) with photospheric temperatures of  $10^5$ - $10^6$  K (Woods & Gilfanov 2013). However, Johansson et al. (2016) argued that the ionizing source in RGs is mainly composed of pAGB stars rather than accreting, nuclear-burning WDs.

Fig. 2, bottom panels, shows the intensities of observational emission-line ratios ( $x$ -axis) compared with those predicted by the photoionization models ( $y$ -axis). In the upper part of each panel of this figure, the ratios between the observed and predicted intensities versus the observed ones are shown. It can be noted a very good agreement between the predicted and observational emission line ratios.

6 *C.B. Oliveira Jr. et al.*



**Figure 2.** Bottom part of each panel: comparison between model predictions (y-axis) and observed (x-axis) emission line ratios (normalized by  $H\beta$ ) for our LINER sample. The solid line represents the equality of the two estimates. Top part of each panel: the ratio between the observed and predicted intensities versus the observed emission line intensities ratios. The red dashed lines represent the adopted limit of  $\pm 25\%$  between the observed and predicted line ratios to consider that a model successfully represents an object.

#### 4.1 Implications of model assumptions

Before analyzing the results, we discuss some implications of our model assumptions on the N and O abundance estimates.

##### 4.1.1 Electron density variation

Spatially resolved observational studies have found that  $N_e$  varies along the nebular radius, in the sense that near the ionizing source higher values are derived in comparison to those in the outskirt gas regions. For instance, in their pioneering study, [Osterbrock & Flather \(1959\)](#) found, based on the  $[O\text{II}]\lambda 3716/\lambda 3729$  line ratio, a steep radial density gradient in the Orion Nebula, with  $N_e$  decreasing from  $\sim 10^4\text{ cm}^{-3}$  in the centre to  $\sim 10^2\text{ cm}^{-3}$  near the edge. Additional studies have confirmed the existence of radial profiles or variations of  $N_e$  in SFs (e.g., [Castaneda et al. 1992](#); [Copetti et al.](#)

[2000](#); [Mesa-Delgado & Esteban 2010](#); [Mesa-Delgado et al. 2011](#); [Cedrés et al. 2013](#); [O’Dell et al. 2017](#)) and AGNs (e.g., [Congiu et al. 2017](#); [Freitas et al. 2018](#); [Kakkad et al. 2018](#); [Mingozzi et al. 2019](#)). Moreover,  $N_e$  estimation based on lines emitted by ions with higher ionization potentials than  $S^+$ , such as  $[Ar\text{IV}]$  and  $[Fe\text{III}]$  emission-lines, which trace the density in the inner gas layers, have revealed that  $N_e$  in SFs (e.g., [Mesa-Delgado et al. 2011](#)) and AGNs (e.g., [Congiu et al. 2017](#)) can reach values in order of  $20\,000\text{ cm}^{-3}$ . Such high  $N_e$  values can produce a suppression of some forbidden emissions lines and a wrong interpretation from photoionization models, hence the density assumed in our models is derived from the observational  $[S\text{II}]$  lines ratio, which could not be a representative value for the entire gas. Moreover, our analysis considers integrated spectra of the nuclear zones of the galaxies, therefore, the electron

**Table 2.** Assumed model parameter values used to fit the emission lines observed of our LINER sample.

Plate-IFU	log(O/H)	log(N/H)	$T_{\text{eff}}$ (K)	log $U$	$N_e$ ( $\text{cm}^{-3}$ )
7495-12704	-3.01	-3.43	85186	-3.20	121
7977-3704	-3.67	-4.36	119218	-3.63	1615
7977-12703	-3.68	-4.36	85852	-3.63	2793 <sup>(a)</sup>
7990-12704	-3.09	-3.82	85187	-3.45	843 <sup>(a)</sup>
8083-12704	-3.10	-3.66	80954	-3.36	41 <sup>(a)</sup>
8140-12703	-2.97	-3.98	147970	-3.76	1261 <sup>(a)</sup>
8247-3701	-3.05	-3.73	71565	-3.48	1025
8249-12704	-3.04	-3.69	92854	-3.20	454 <sup>(a)</sup>
8254-3704	-3.09	-3.87	95126	-3.55	1100 <sup>(a)</sup>
8257-1902	-3.83	-4.33	92931	-3.56	675 <sup>(a)</sup>
8259-9102	-3.28	-4.09	101921	-3.55	272 <sup>(a)</sup>
8313-9102	-3.19	-3.74	85510	-3.46	834 <sup>(a)</sup>
8313-12705	-3.18	-3.78	108132	-3.37	181
8318-12703	-3.04	-3.69	100000	-3.48	833
8320-9102	-3.04	-3.69	84341	-3.40	1097
8330-9102	-3.06	-3.50	87876	-3.26	83
8332-6103	-3.19	-4.02	119486	-3.49	1384 <sup>(a)</sup>
8440-12704	-3.00	-3.72	104736	-3.53	331
8481-1902	-3.11	-3.98	98296	-3.57	1077
8482-12703	-3.07	-3.84	150321	-3.55	1191
8550-6103	-3.78	-4.25	99555	-3.55	599 <sup>(a)</sup>
8550-12705	-3.22	-4.11	150761	-3.58	1843
8552-9101	-3.07	-3.81	124483	-3.66	173
8601-12705	-3.94	-4.37	109605	-3.51	382
8588-9101	-3.91	-4.34	88103	-3.55	14
8138-9101	-3.02	-3.88	103309	-3.55	561
8482-9101	-3.28	-3.86	108303	-3.24	516
8554-1902	-3.53	-4.07	65942	-3.25	1163
8603-12703	-3.04	-3.63	71404	-3.32	134
8604-6102	-3.14	-3.80	95684	-3.43	734
8606-3702	-3.01	-3.90	141758	-3.52	1415
7990-6103	-3.47	-4.35	161338	-3.60	89 <sup>(a)</sup>
8243-9102	-3.33	-3.91	155345	-3.61	1463
8243-12701	-3.13	-4.00	154776	-3.55	593 <sup>(a)</sup>
8332-12705	-3.23	-4.06	189387	-3.52	189
8549-3703	-3.26	-4.13	189160	-3.48	191
8550-12704	-3.39	-4.04	149596	-3.59	239
8138-3702	-2.96	-4.01	188397	-3.59	1248
8482-3704	-3.35	-4.09	121998	-3.63	103
8604-12703	-3.30	-3.97	167932	-3.46	363

(a) Objects for which we needed to build photoionization models assuming as input  $N_e$  values differ from those derived from observational [S II] $\lambda$ 6716/ $\lambda$ 6731 line ratio, as described in Sect. 3.2.

density values obtained in the present work must be considered as mean values.

In order to investigate the  $N_e$  influence on our abundance estimations, we carried out two simulations. Firstly, we considered the representative model for the 8588-9101 object as a benchmark, hence it presents the lowest derived  $N_e$  value ( $14 \text{ cm}^{-3}$ ; see Table 2). Thus, we carried out a new fitting to the observational line intensities ratios of this object (see Table 1) assuming fixed values equal to  $N_e = 5000$  and  $10000 \text{ cm}^{-3}$ . For the photoionization model with  $N_e = 5000 \text{ cm}^{-3}$ , O/H and N/H differ by  $\sim 0.15$  and  $\sim 0.03$  dex, respectively, from the model abundances assuming  $N_e = 14 \text{ cm}^{-3}$ . We did not find a solution for the model with  $N_e = 10000 \text{ cm}^{-3}$  because it underpredicts the [O II] $\lambda$ 3727/H $\beta$ , possibly due to effects of collisional deexcitation. The critical density for the [O II] $\lambda$ 3627 and  $\lambda$ 3727 lines is in order of  $10^3 \text{ cm}^{-3}$  (see e.g., Dors et al. 2023).

Secondly, we assumed a density profile for the gas. For in-

stance, Revalski et al. (2018a) found for the AGN in Mrk 573 a peak of about  $N_e = 3000 \text{ cm}^{-3}$  at the center and a decrease following a shallow power law with the radial distance ( $r$ ):  $N_e \sim r^\alpha$ , being  $\alpha = -0.5$ . The power law derived by these authors includes only points inner  $\sim 1.7$  arcsec ( $\sim 600$  pc) of radius (see also Revalski et al. 2018b, 2021; Ruschel-Dutra et al. 2021). Regarding LINERs, it seems that such density profile found for SFs and AGNs is also present. In fact, Constantin et al. (2015) presented an analysis of optical emission-line intensities, obtained by ground-based and Hubble Space Telescope spectroscopy, of a sample of  $\sim 100$  nearby galaxy nuclei, including LINERs. These authors found, for all types of nuclei, indications that gas densities are generally higher in the most central regions. To analyze the effect of density profile on our abundance estimates, we choose as a benchmark the model representing the 7977-12703 galaxy, hence the highest density value ( $N_e = 2793 \text{ cm}^{-3}$ , see Table 2) was derived for this object. We assumed  $\alpha = -2.0, -1.0, -0.5$ , and  $-0.1$  and carried out new fitting to the observational line ratio intensities of this object. We found that models assuming radial density profiles result in very similar line ratio intensities as those predicted by the constant density model and, consequently, the same nebular parameters as those for the constant density model ( $N_e = 2793 \text{ cm}^{-3}$ ). The same result was found by Dors et al. (2018), who used photoionization model simulations of narrow-line regions of AGNs.

Therefore, we can assume that the uncertainties due to high and constant electron density values for our O/H and N/H estimates are  $\sim 0.15$  and  $\sim 0.03$  dex, respectively. Also, we conclude that density variation along the nebular radius has no influence on our abundance estimates (see also Dors et al. 2020; Armah et al. 2023).

#### 4.1.2 Dust content

The abundance of elements contained in dust grains in the gas phase of gaseous nebulae is poorly known due to the difficulty to estimate this parameter (see e.g., Sofia et al. 1994; Garnett et al. 1995; Brinchmann et al. 2013; Martín-Doménech et al. 2016). Interstellar dust grains absorb and scatter the ionizing radiation, decreasing the hardness of the radiation field (Charlot & Longhetti 2001; Feltre et al. 2016). Also, some fraction of oxygen<sup>3</sup> (about  $\sim 0.1$  dex) is expected to be locked into dust grains (see e.g., Esteban et al. 1998; Meyer et al. 1998; Peimbert & Peimbert 2010). Thus, any oxygen abundance estimates of the gas phase in gaseous nebulae tend to underestimate the abundance of this element if a correct depletion is not taken into account (see e.g., Pilyugin et al. 2007).

Our models are dust free, thus, we built another model simulation using CLOUDY code taking into account the dust present in the gas phase in order to analyze the possible effect on our abundance estimates. Since the dust abundance seems to be correlated with the gas phase metallicity (Peimbert & Peimbert 2010), we consider as benchmarks three models with the highest, intermediate, and lowest metallicity derived from our simulations, i.e. the models representing the 8138-3702 [(Z/Z $_{\odot}$ ) = 2.2], 8549-3703 [(Z/Z $_{\odot}$ ) = 1.0] and 8601-12705 [(Z/Z $_{\odot}$ ) = 0.2] objects, respectively (see Table 2). Following Dors et al. (2011), the grain abundances (van Hoof et al. 2001) were linearly scaled with the metallicity. To take the depletion of refractory elements onto dust grains into account, the abundance of the elements Mg, Al, Ca, Fe, Ni, and Na were reduced by a factor of 10, and Si by a factor of 2 (Garnett et al. 1995), relative to the adopted metallicity in each model. The dusty models were

<sup>3</sup> For a review on dust abundance see Jenkins (1987, 1989).

## 8 *C.B. Oliveira Jr. et al.*

fitted to the corresponding observational data of each object and the resulting abundances were compared with those predicted by the dust free models. From these simulations, we found that O/H abundances predicted by dusty models are lower by a factor of 0.20, 0.10, and 0.05 dex for the models with the highest, intermediate, and lowest metallicity, respectively, in comparison to predictions by dust-free models. The nitrogen abundances did not change taking into account the dust presence in the models.

We define the uncertainty in O/H abundances due to the dust present in our objects as being 0.12 dex, the mean value of the discrepancy derived above.

### 4.2 N and O abundances

The methodology presented by Peimbert & Costero (1969) to calculate electron temperatures and elemental abundances of gaseous nebulae opened a new window in astronomy (see also Seaton 1960; Aller & Liller 1968; Osterbrock 1970, 1974), in the sense that it becomes able the knowledge of the chemical abundances in galaxies relying on a (relatively) precise method, i.e. the  $T_e$ -method (see e.g., Pilyugin 2003; Hägele et al. 2006, 2008; Toribio San Cipriano et al. 2017). Over decades, the use of the  $T_e$ -method has permitted to calculate heavy elemental abundances (e.g., O, N, S) in nearby galaxies (e.g., Peimbert 1975; Talent & Dufour 1979; Rayo et al. 1982; Fierro et al. 1986; van Zee et al. 1998; Izotov & Thuan 1999; Kennicutt et al. 2003; Hägele et al. 2011, 2012; Berg et al. 2015; Rogers et al. 2022) and, recently, in the early universe (see e.g. Arellano-Córdova et al. 2022; Sanders et al. 2023; Curti et al. 2023).

The difficulty to use this method, the needing to measure weak auroral emission-lines such as [O III] $\lambda$ 4363, made it necessary to develop strong-line methods. The method proposed by Pagel et al. (1979) permits to estimate the O/H abundance measuring only the  $R_{23}=(\text{[O II]}\lambda 3727+\text{[O III]}\lambda 4959+\lambda 5007)/\text{H}\beta$  strong lines ratio. Further authors have adapted this method to estimate the relative abundances of other elements. For instance, Pérez-Montero & Díaz (2005) proposed a calibration between the strong  $N2O2=[\text{N II}]\lambda 6584/[\text{O II}]\lambda 3727$  lines ratio and the N/O abundance for SFs. Unfortunately, most studies have developed the  $T_e$ -method and the strong line methods for SFs, being the gas content in AGNs and LINERs ill-defined.

Recently, Oliveira et al. (2022) proposed the first (semi-empirical) calibration for LINERs between strong emission lines and the O/H abundance. These authors were able to estimate the abundances for 43 LINERs, possibly ionized by pAGB stars, finding values in the range of  $8.5 \lesssim 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \lesssim 8.8$ , or  $0.60 \lesssim (Z/Z_\odot) \lesssim 1.40$ . Pérez-Díaz et al. (2021) compiled optical spectroscopic data of a sample of 40 LINERs from the Palomar Survey (Ho et al. 1995, 1997) and 25 observed by Pović et al. (2016) at the Calar Alto Observatory, and applied the HII-CHI-MISTRY code (Pérez-Montero 2014, hereafter HCM code) to derive O/H and N/O. This code establishes a Bayesian-like comparison between the predictions from a grid of photoionization models built with the CLOUDY code covering a large range of input parameters and using the lines emitted by the ionized gas. These authors found a range of  $8.0 \lesssim 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \lesssim 8.9$  (with a median value of  $\sim 8.6$  dex) and  $-0.2 \lesssim \log(\text{N}/\text{O}) \lesssim -1.1$  (with a median value of  $\sim -0.6$ ) for their LINERs sample. The nitrogen abundance estimates by Pérez-Díaz et al. (2021) seems to be the first estimation in LINERs. In particular, the N/O abundance ratio is a useful tool to study the interplay of galactic processes, for instance, star formation efficiency, the timescale of infall, and outflow (e.g., Johnson et al. 2023; Ma-

grini et al. 2018) as well as it can be used as a metallicity indicator (e.g., Pérez-Montero & Contini 2009).

As indicated by the WHAN diagram (see Fig. 1), the LINERs sample selected for the present work has pAGB stars as the main ionization source, allowing to application the  $T_e$ -method and/or standard photoionization models in order to obtain elemental abundances. However, for our LINERs sample, auroral lines were not measured and it was only possible to estimate both O and N abundances through detailed photoionization models. This technique has also been employed in SFs (e.g., Dors & Copetti 2006; Pérez-Montero et al. 2010) and AGNs (e.g., Dors et al. 2017, 2021; Contini 2017) studies and trends to overestimate elemental abundances by 0.1-0.2 dex in comparison to those through the  $T_e$ -method (e.g., Pérez-Montero 2014; Dors et al. 2020). The source of this discrepancy is an open problem in astronomy and it is been attributed to the presence of electron temperature fluctuations in gaseous nebulae (Peimbert 1967) and AGNs (Riffel et al. 2021), departure from Maxwell-Boltzmann equilibrium energy distribution (Binette et al. 2012; Nicholls et al. 2012) or a simplified geometry (e.g., Jin et al. 2022) assumed in photoionization models. However, the scenarios listed above do not provide a plausible explanation for this discrepancy problem. It is beyond the goal of this paper to address this issue and we only emphasize that our theoretical abundances can be possibly overestimated by 0.1-0.2 dex in comparison to those via the  $T_e$ -method.

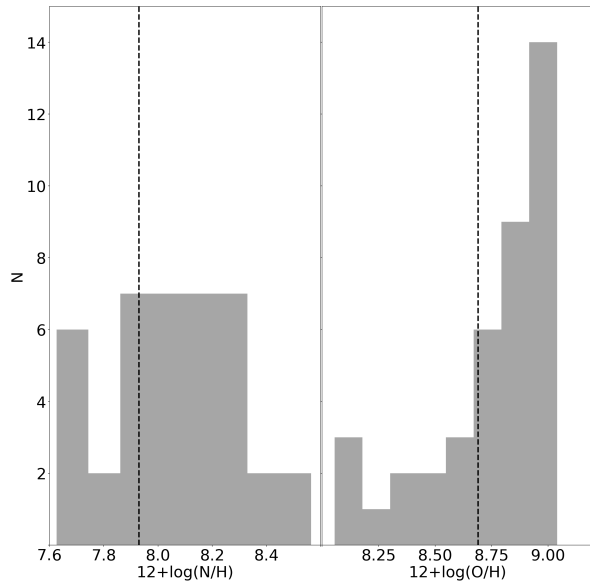
In Fig. 3, right panel, we present a histogram containing the oxygen abundance distribution derived through our individual photoionization models. We found oxygen abundances ranging from  $8.0 \lesssim 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \lesssim 9.0$  [ $0.20 \lesssim (Z/Z_\odot) \lesssim 2.0$ ], with a mean value of  $\langle 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \rangle = 8.83 \pm 0.27$ . Notably, approximately 72% of the objects in our study display values higher than the solar abundance. The resulting O/H range is somewhat wider than that found by Oliveira et al. (2022) ( $8.5 \lesssim 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \lesssim 8.8$  [ $0.6 \lesssim (Z/Z_\odot) \lesssim 1.4$ ]), obtained from a semi-empirical calibration. Also, the resulting O/H abundance range from our detailed modeling is wider than that derived by Pérez-Díaz et al. (2021) relying on the HCM code. However, taking into account the uncertainty in the O/H estimations via the present method ( $\sim 0.2$  dex), our oxygen abundance results are in consonance with those derived by Oliveira et al. (2022) and Pérez-Díaz et al. (2021).

In the left panel of Fig. 3, the nitrogen abundance distribution for our sample is presented. We found that our LINERs sample shows a range of  $7.6 \lesssim 12 + \log(\text{N}/\text{H}) \lesssim 8.5$  or  $0.4 \lesssim (\text{N}/\text{N}_\odot) \lesssim 3.7$ . The mean value is  $\langle 12 + \log(\text{N}/\text{H}) \rangle = 8.05 \pm 0.25$  or  $\langle (\text{N}/\text{N}_\odot) \rangle \sim 1.6$ , having oversolar values in about 70 per cent of the objects. The nitrogen abundance range derived via the HCM code by Pérez-Díaz et al. (2021) is  $7.04 \lesssim 12 + \log(\text{N}/\text{H}) \lesssim 8.4$  [ $0.1 \lesssim (\text{N}/\text{N}_\odot) \lesssim 3.0$ ], in agreement with our results. However, the mean value derived by Pérez-Díaz et al. (2021) is  $\langle 12 + \log(\text{N}/\text{H}) \rangle = 7.93 \pm 0.24$  [ $\langle (\text{N}/\text{N}_\odot) \rangle \sim 1.0$ ], lower than the mean value obtained for our sample. The reason for this discrepancy is due to three outlier objects of the Pérez-Díaz et al. (2021) sample present very low ( $12 + \log(\text{N}/\text{H}) \lesssim 7.10$ ) nitrogen abundances.

To verify the possible correlation between nitrogen and oxygen abundances, we plot in Fig. 4 the  $\log(\text{N}/\text{H})$  versus  $\log(\text{O}/\text{H})$  for our sample. It is clear the linear relation between nitrogen and oxygen abundances. This correlation can be quantified by the equation:

$$\log(\text{N}/\text{H}) = 1.01(\pm 0.11) \times [\log(\text{O}/\text{H})] - 0.64(\pm 0.36). \quad (4)$$

This linear correlation indicates that the ISM nitrogen enrichment in LINERs has mainly a secondary production, i.e.  $(\text{N}/\text{H}) \sim (\text{O}/\text{H})^2$



**Figure 3.** Histograms containing the nitrogen (left panel) and oxygen (right panel) abundance distributions, for our LINER sample, estimated through our photoionization models.  $N$  represents the number of objects. Dashed vertical lines represent the solar abundances  $12 + \log(\text{N}/\text{H})_{\odot} = 7.93$  and  $12 + \log(\text{O}/\text{H})_{\odot} = 8.69$ , taken from [Holweber \(2001\)](#) and [Allende Prieto et al. \(2001\)](#), respectively.

(e.g., [Hamann & Ferland 1993](#)). In Fig. 4 is also shown the relation derived for Seyfert 2 nuclei ( $z < 0.1$ ) by [Dors et al. \(2017\)](#), and given by:

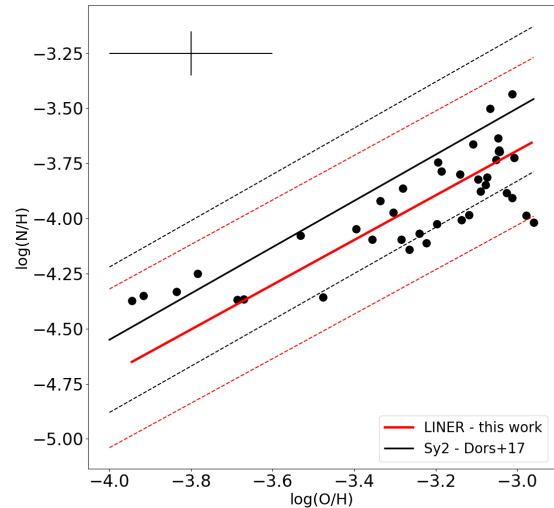
$$\log(\text{N}/\text{H}) = 1.05(\pm 0.09) \times [\log(\text{O}/\text{H})] - 0.35(\pm 0.33). \quad (5)$$

It can be seen a good agreement between the (N/H)-(O/H) relations derived for LINERs and Seyferts, indicating that these distinct object classes have similar ISM enrichment.

In Fig. 5 our estimations of  $\log(\text{N}/\text{O})$  versus  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  are shown. In this figure are also plotted:

- Estimates by [Pérez-Díaz et al. \(2021\)](#) derived through the HCM code for 65 LINERs;
- Abundance values of 176 disk H II regions located in four local spiral galaxies derived using the  $T_e$ -method by [Berg et al. \(2020\)](#) and resulting from the CHAOS project<sup>4</sup> ([Berg et al. 2015](#)).
- Estimates for 44 Seyfert 2 nuclei ( $z < 0.1$ ) derived by [Dors et al. \(2017\)](#) through detailed photoionization modeling.
- Predictions of multi-zone galactic chemical evolution model (assuming diffusion migration prescription) by [Johnson et al. \(2023\)](#).

We can note that LINERs present similar N/O and O/H abundances to those derived for Seyfert 2 nuclei. LINERs estimates occupy a similar region than the most metallic and innermost disk H II regions. This is an expected result because most parts of spiral galaxies exhibit negative radial abundance gradients, with the highest abundances derived at the lowest galactocentric distances (see e.g., [van Zee et al. 1998](#); [Kennicutt et al. 2003](#); [Pilyugin et al. 2004](#); [Dors & Copetti 2005](#); [Rogers et al. 2022](#); [do Nascimento et al. 2022](#)). In



**Figure 4.**  $\log(\text{N}/\text{H})$  vs.  $\log(\text{O}/\text{H})$  predicted by our detailed photoionization models (see Sect. 3.2). Points represent the resulting abundances for each LINER object in our sample (see Table 2). The red line represents the linear regression fitting to the points given by Eq. 4, while the black line represents the linear regression proposed by [Dors et al. \(2017\)](#) for Seyfert 2 nuclei and given by Eq. 5. Error bars represent the uncertainty of  $\pm 0.20$  dex and  $\pm 0.1$  dex in our  $\log(\text{O}/\text{H})$  and  $\log(\text{N}/\text{H})$  estimations, respectively. Dashed lines represent the errors of each fitting.

Table 3 the statistics of the estimates shown in Fig. 5 are presented. As can also be seen in Fig. 5, our LINER estimates seem to have an orthogonal distribution with the values predicted by Johnson's model [Johnson et al. \(2023\)](#).

We also investigated the correlation between the N/O abundances and the stellar masses of the host galaxies. The stellar masses of the hosting galaxies are in the range of  $10 \lesssim \log(M_*/M_{\odot}) \lesssim 11.2$  and were taken from the MaNGA value added catalogue Pipe3D<sup>5</sup> ([Sánchez et al. 2016](#)). As is shown in Fig. 6, a large scatter was found and no correlation between these parameters is observed. A similar result was obtained by [Pérez-Díaz et al. \(2021\)](#) finding a very small Pearson's correlation coefficient ( $r = 0.038$ ) for their sample.

## 5 CONCLUSION

Using optical data from 40 LINER galaxies taken from the MaNGA survey and classified as retired galaxies in the WHAN diagnostic diagram, we built detailed photoionization models using the CLOUDY code to reproduce optical emission line intensities ratios of these objects. Based on these models we were able to estimate the oxygen and nitrogen abundances of the galaxies in our sample. We found that our LINER objects have oxygen and nitrogen abundances in the ranges of  $8.0 \lesssim 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \lesssim 9.0$  and  $7.6 \lesssim 12 + \log(\text{N}/\text{H}) \lesssim 8.5$ , with mean values of  $8.74 \pm 0.27$  and  $8.05 \pm 0.25$ , respectively. We

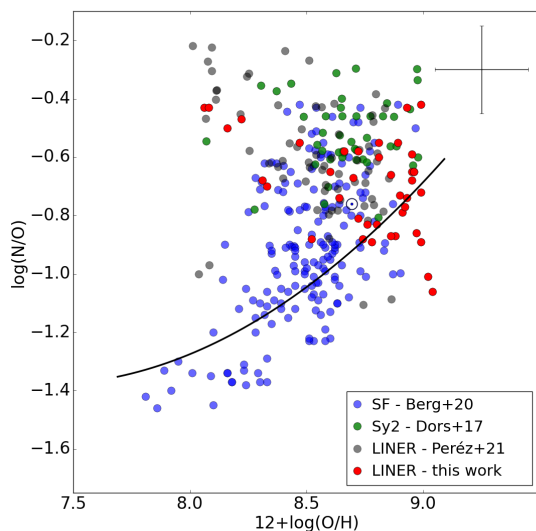
<sup>4</sup> <https://www.danielleaberg.com/chaos>

<sup>5</sup> [https://data.sdss.org/datamodel/files/MANGA\\_PIPE3D](https://data.sdss.org/datamodel/files/MANGA_PIPE3D)

10 *C.B. Oliveira Jr. et al.*

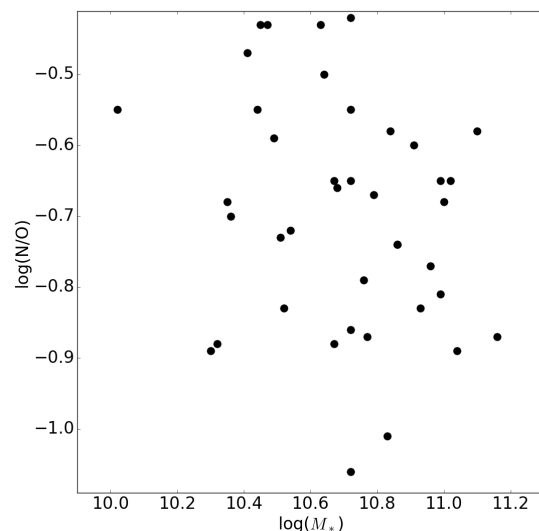
**Table 3.** Number of objects of each sample (N), median values and ranges for O/H and N/O abundances for each study: SF galaxies reported by Berg et al. (2020); Seyfert 2 nuclei analyzed by Dors et al. (2017), LINER galaxies studied by Pérez-Díaz et al. (2021), and LINERs analyzed in this work.

Reference	N	12+log(O/H)		log(N/O)	
		Median	Range	Median	Range
Berg et al. (2020)	176	8.52 ± 0.20	7.81, 8.96	-0.92 ± 0.24	-1.46, -0.42
Dors et al. (2017)	44	8.65 ± 0.19	8.07, 8.97	-0.54 ± 0.12	-0.80, -0.29
Pérez-Díaz et al. (2021)	65	8.57 ± 0.24	8.01, 8.86	-0.61 ± 0.20	-1.11, -0.21
This work	40	8.83 ± 0.27	8.05, 9.03	-0.69 ± 0.16	-1.05, -0.42



**Figure 5.**  $\log(N/O)$  vs.  $12+\log(O/H)$ . Red points are the predicted values for our LINERs sample. Blue points are the values estimated by Berg et al. (2020) for disk H II regions. Green points are the values derived by Dors et al. (2017) for Seyfert 2 nuclei, while grey points are the abundances reported by Pérez-Díaz et al. (2021) for 65 LINERs. The black line represents the relation predicted by the chemical evolution model by Johnson et al. (2023). The solar values are taken from Holweger (2001) and Grevesse & Sauval (1998) are also included in the plot with the solar symbol. Error bars represent the uncertainty of 0.2 dex and 0.15 dex in our O/H and N/O estimations, respectively.

also found that about 70% of the objects in our sample have oversolar oxygen and nitrogen abundances. The O/H and N/O abundance of our sample are in consonance with those obtained for Seyfert 2 nuclei as well as for the most metallic H II regions located in spiral galaxies. We compared our results with the ones obtained for another LINERs sample whose estimates were taken from the literature. We find a very good agreement between each other. Through our estimations we could derive a relation between nitrogen and oxygen abundances, showing that the ISM nitrogen enrichment in LINERs has mainly a secondary production. For the objects in our sample, we investigated the existence of a N/O abundances dependence with the stellar masses of the hosting galaxies. We did not find any correlation between these two parameters.



**Figure 6.**  $\log(M_*/M_\odot)$  vs.  $\log(N/O)$ . The mass corresponds to the stellar masses of the hosting galaxies of our sample and is taken from the *manga*.Pipe3D and *manga*.drpall database (Sánchez et al. 2016). The N/O abundance is taken from Table 2.

#### ACKNOWLEDGEMENTS

CBO is grateful to the Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo (FAPESP) for the support under grant 2019/11934-0 and to the Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES). ACK thanks to FAPESP for the support grant 2020/16416-5 and to Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq). OLD is grateful to FAPESP and CNPq. JAHJ acknowledges support from FAPESP, process number 2021/08920-8.

#### DATA AVAILABILITY

The data underlying this article will be shared on reasonable request to the corresponding author.

#### REFERENCES

- Agostino C. J., Salim S., 2019, *ApJ*, 876, 12  
Allende Prieto C., Lambert D. L., Asplund M., 2001, *ApJ*, 556, L63

1  
2  
3  
4  
5  
6  
7  
8  
9  
10  
11  
12  
13  
14  
15  
16  
17  
18  
19  
20  
21  
22  
23  
24  
25  
26  
27  
28  
29  
30  
31  
32  
33  
34  
35  
36  
37  
38  
39  
40  
41  
42  
43  
44  
45  
46  
47  
48  
49  
50  
51  
52  
53  
54  
55  
56  
57  
58  
59  
60

- Aller L. H., Liller W., 1968, in Middlehurst B. M., Aller L. H., eds., *Nebulae and Interstellar Matter*. University of Chicago Press, p. 483
- Alloin D., Collin-Souffrin S., Joly M., Vigroux L., 1979, *A&A*, **78**, 200
- Annibali F., Bressan A., Rampazzo R., Zeilinger W. W., Vega O., Panuzzo P., 2010, *A&A*, **519**, A40
- Arellano-Córdova K. Z., et al., 2022, *ApJ*, **940**, L23
- Armah M., et al., 2021, *MNRAS*, **508**, 371
- Armah M., et al., 2023, *MNRAS*, **520**, 1687
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, *PASP*, **93**, 5
- Bär R. E., Weigel A. K., Sartori L. F., Oh K., Koss M., Schawinski K., 2017, *MNRAS*, **466**, 2879
- Belfiore F., et al., 2017, *MNRAS*, **469**, 151
- Berg D. A., Skillman E. D., Croxall K. V., Pogge R. W., Moustakas J., Johnson-Groh M., 2015, *ApJ*, **806**, 16
- Berg D. A., Pogge R. W., Skillman E. D., Croxall K. V., Moustakas J., Rogers N. S. J., Sun J., 2020, *ApJ*, **893**, 96
- Binette L., Matadamas R., Hägele G. F., Nicholls D. C., Magris C. G., Peña-Guerrero M. Á., Morisset C., Rodríguez-González A., 2012, *A&A*, **547**, A29
- Blanc G. A., Heiderman A., Gebhardt K., Evans Neal J. I., Adams J., 2009, *ApJ*, **704**, 842
- Brinchmann J., Charlot S., Kauffmann G., Heckman T., White S. D. M., Tremonti C., 2013, *MNRAS*, **432**, 2112
- Brown J. S., Martini P., Andrews B. H., 2016, *MNRAS*, **458**, 1529
- Bundy K., et al., 2015, *ApJ*, **798**, 7
- Byler N., Dalcanton J. J., Conroy C., Johnson B. D., Choi J., Dotter A., Rosenfield P., 2019, *AJ*, **158**, 2
- Carvalho S. P., et al., 2020, *MNRAS*, **492**, 5675
- Castaneda H. O., Vilchez J. M., Copetti M. V. F., 1992, *A&A*, **260**, 370
- Castro C. S., Dors O. L., Cardaci M. V., Hägele G. F., 2017, *MNRAS*, **467**, 1507
- Cedrés B., Beckman J. E., Bongiovanni Á., Cepa J., Asensio Ramos A., Giammanco C., Cabrera-Lavers A., Alfaro E. J., 2013, *ApJ*, **765**, L24
- Charlot S., Longhetti M., 2001, *MNRAS*, **323**, 887
- Christensen T., Petersen L., Gammelgaard P., 1997, *A&A*, **322**, 41
- Cid Fernandes R., Stasińska G., Schlickmann M. S., Mateus A., Vale Asari N., Schoenell W., Sodré L., 2010, *MNRAS*, **403**, 1036
- Cid Fernandes R., Stasińska G., Mateus A., Vale Asari N., 2011, *MNRAS*, **413**, 1687
- Congiu E., et al., 2017, *MNRAS*, **471**, 562
- Constantin A., Shields J. C., Ho L. C., Barth A. J., Filippenko A. V., Castillo C. A., 2015, *ApJ*, **814**, 149
- Contini M., 2017, *MNRAS*, **469**, 3125
- Copetti M. V. F., Mallmann J. A. H., Schmidt A. A., Castañeda H. O., 2000, *A&A*, **357**, 621
- Curti M., Cresci G., Mannucci F., Marconi A., Maiolino R., Esposito S., 2017, *MNRAS*, **465**, 1384
- Curti M., et al., 2023, *MNRAS*, **518**, 425
- Davies R. L., et al., 2017, *MNRAS*, **470**, 4974
- Díaz A. I., Pérez-Montero E., 2000, *MNRAS*, **312**, 130
- Díaz Á. I., Zamora S., 2022, *MNRAS*, **511**, 4377
- Díaz Á. I., Terlevich E., Castellanos M., Hägele G. F., 2007, *MNRAS*, **382**, 251
- Dopita M. A., Sutherland R. S., Nicholls D. C., Kewley L. J., Vogt F. P. A., 2013, *ApJS*, **208**, 10
- Dors O. L., 2021, *MNRAS*, **507**, 466
- Dors O. L. J., Copetti M. V. F., 2005, *A&A*, **437**, 837
- Dors O. L., Copetti M. V. F., 2006, *A&A*, **452**, 473
- Dors O. L., Storch-Bergmann T., Riffel R. A., Schimidt A. A., 2008, *A&A*, **482**, 59
- Dors O. L., Krabbe A., Hägele G. F., Pérez-Montero E., 2011, *MNRAS*, **415**, 3616
- Dors O. L., Arellano-Córdova K. Z., Cardaci M. V., Hägele G. F., 2017, *MNRAS*, **468**, L113
- Dors O. L., Agarwal B., Hägele G. F., Cardaci M. V., Rydberg C.-E., Riffel R. A., Oliveira A. S., Krabbe A. C., 2018, *MNRAS*, **479**, 2294
- Dors O. L., Maiolino R., Cardaci M. V., Hägele G. F., Krabbe A. C., Pérez-Montero E., Armah M., 2020, *MNRAS*, **496**, 3209
- Dors O. L., Contini M., Riffel R. A., Pérez-Montero E., Krabbe A. C., Cardaci M. V., Hägele G. F., 2021, *MNRAS*, **501**, 1370
- Dors O. L., et al., 2022, *MNRAS*, **514**, 5506
- Dors O. L., et al., 2023, *MNRAS*, **521**, 1969
- Esteban C., Peimbert M., Torres-Peimbert S., Escalante V., 1998, *MNRAS*, **295**, 401
- Feltre A., Charlot S., Gutkin J., 2016, *MNRAS*, **456**, 3354
- Feltre A., et al., 2023, *arXiv e-prints*, p. [arXiv:2301.02252](https://arxiv.org/abs/2301.02252)
- Ferland G. J., et al., 2013, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, **49**, 137
- Ferland G. J., et al., 2017, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, **53**, 385
- Fierro J., Torres-Peimbert S., Peimbert M., 1986, *PASP*, **98**, 1032
- Florido E., Zurita A., Pérez-Montero E., 2022, *MNRAS*, **513**, 2006
- Flury S. R., Moran E. C., 2020, *MNRAS*, **496**, 2191
- Freitas I. C., et al., 2018, *MNRAS*, **476**, 2760
- Garnett D. R., Dufour R. J., Peimbert M., Torres-Peimbert S., Shields G. A., Skillman E. D., Terlevich E., Terlevich R. J., 1995, *ApJ*, **449**, L77
- Grevesse N., Sauval A. J., 1998, *Space Sci. Rev.*, **85**, 161
- Grisoni V., Matteucci F., Romano D., 2021, *MNRAS*, **508**, 719
- Hägele G. F., Pérez-Montero E., Díaz Á. I., Terlevich E., Terlevich R., 2006, *MNRAS*, **372**, 293
- Hägele G. F., Díaz Á. I., Terlevich E., Terlevich R., Pérez-Montero E., Cardaci M. V., 2008, *MNRAS*, **383**, 209
- Hägele G. F., García-Benito R., Pérez-Montero E., Díaz Á. I., Cardaci M. V., Firpo V., Terlevich E., Terlevich R., 2011, *MNRAS*, **414**, 272
- Hägele G. F., Firpo V., Bosch G., Díaz Á. I., Morrell N., 2012, *MNRAS*, **422**, 3475
- Hamann F., Ferland G., 1993, *ApJ*, **418**, 11
- Henry R. B. C., Edmunds M. G., Köppen J., 2000, *ApJ*, **541**, 660
- Hirschauer A. S., Salzer J. J., Janowiecki S., Wegner G. A., 2018, *AJ*, **155**, 82
- Ho I. T., 2019, *MNRAS*, **485**, 3569
- Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L., 1995, *ApJS*, **98**, 477
- Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 1997, *ApJS*, **112**, 315
- Holweger H., 2001, in Wimmer-Schweingruber R. F., ed., *American Institute of Physics Conference Series Vol. 598, Joint SOHO/ACE workshop "Solar and Galactic Composition"*. pp 23–30 ([arXiv:astro-ph/0107426](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0107426)), doi:10.1063/1.1433974
- Izotov Y. I., Thuan T. X., 1999, *ApJ*, **511**, 639
- Izotov Y. I., Stasińska G., Meynet G., Guseva N. G., Thuan T. X., 2006, *A&A*, **448**, 955
- Izotov Y. I., Guseva N. G., Fricke K. J., Henkel C., 2019, *A&A*, **623**, A40
- Jenkins E. B., 1987, in Hollenbach D. J., Thronson Harley A. J., eds., *Vol. 134, Interstellar Processes*. p. 533, doi:10.1007/978-94-009-3861-8\_20
- Jenkins E., 1989, in Allamandola L. J., Tielens A. G. G. M., eds., *Vol. 135, Interstellar Dust*. p. 23
- Jiang T., Malhotra S., Rhoads J. E., Yang H., 2019, *ApJ*, **872**, 145
- Jin Y., Kewley L. J., Sutherland R. S., 2022, *ApJ*, **934**, L8
- Johansson J., Woods T. E., Gilfanov M., Sarzi M., Chen Y.-M., Oh K., 2016, *MNRAS*, **461**, 4505
- Johnson J. A., 2019, *Science*, **363**, 474
- Johnson J. W., Weinberg D. H., Vincenzo F., Bird J. C., Griffith E. J., 2023, *MNRAS*, **520**, 782
- Jones T., Martin C., Cooper M. C., 2015, *ApJ*, **813**, 126
- Juneau S., Dickinson M., Alexander D. M., Salim S., 2011, *ApJ*, **736**, 104
- Kakkad D., et al., 2018, *A&A*, **618**, A6
- Kauffmann G., et al., 2003, *MNRAS*, **346**, 1055
- Kennicutt Robert C. J., Bresolin F., Garnett D. R., 2003, *ApJ*, **591**, 801
- Kewley L. J., Dopita M. A., 2002, *ApJS*, **142**, 35
- Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., 2001, *ApJ*, **556**, 121
- Kewley L. J., Nicholls D. C., Sutherland R. S., 2019, *ARA&A*, **57**, 511
- Krabbe A. C., Oliveira C. B. J., Zinchenko I. A., Hernández-Jiménez J. A., O. L. Dors J., Hägele G. F., Cardaci M. V., Telles N. R., 2021, *MNRAS*, **508**, 367
- Kumari N., Maiolino R., Belfiore F., Curti M., 2019, *MNRAS*, **485**, 367
- Lagos P., et al., 2022, *MNRAS*, **516**, 5487
- Magrini L., et al., 2018, *A&A*, **618**, A102
- Maiolino R., Mannucci F., 2019, *A&ARv*, **27**, 3
- Marino R. A., et al., 2013, *A&A*, **559**, A114

12 *C.B. Oliveira Jr. et al.*

- Martín-Doménech R., Jiménez-Serra I., Muñoz Caro G. M., Müller H. S. P., Occhiogrosso A., Testi L., Woods P. M., Viti S., 2016, *A&A*, **585**, A112
- Matteucci F., 1986, *MNRAS*, **221**, 911
- McGaugh S. S., 1991, *ApJ*, **380**, 140
- Mesa-Delgado A., Esteban C., 2010, *MNRAS*, **405**, 2651
- Mesa-Delgado A., Núñez-Díaz M., Esteban C., López-Martín L., García-Rojas J., 2011, *MNRAS*, **417**, 420
- Meyer D. M., Jura M., Cardelli J. A., 1998, *ApJ*, **493**, 222
- Mingozzi M., et al., 2019, *A&A*, **622**, A146
- Mingozzi M., et al., 2020, *A&A*, **636**, A42
- Monteiro A. F., Dors O. L., 2021, *MNRAS*, **508**, 3023
- Morales-Luis A. B., Pérez-Montero E., Sánchez Almeida J., Muñoz-Tuñón C., 2014, *ApJ*, **797**, 81
- Nagao T., Maiolino R., Marconi A., 2006, *A&A*, **459**, 85
- Netzer H., 2013, *The Physics and Evolution of Active Galactic Nuclei*. Cambridge University Press, doi:10.1017/CBO9781139109291
- Nicholls D. C., Dopita M. A., Sutherland R. S., 2012, *ApJ*, **752**, 148
- O'Dell C. R., Ferland G. J., Peimbert M., 2017, *MNRAS*, **464**, 4835
- Oey M. S., Shields J. C., 2000, *ApJ*, **539**, 687
- Oey M. S., et al., 2007, *ApJ*, **661**, 801
- Oliveira C. B., Krabbe A. C., Hernandez-Jimenez J. A., Dors O. L., Zinchenko I. A., Hägele G. F., Cardaci M. V., Monteiro A. F., 2022, *MNRAS*, **515**, 6093
- Osterbrock D. E., 1970, *QJRAS*, **11**, 199
- Osterbrock D. E., 1974, *Astrophysics of gaseous nebulae*. University Science Books
- Osterbrock D. E., 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. University Science Books
- Osterbrock D., Flather E., 1959, *ApJ*, **129**, 26
- Pagel B. E. J., Edmunds M. G., Blackwell D. E., Chun M. S., Smith G., 1979, *MNRAS*, **189**, 95
- Panuzzo P., Rampazzo R., Bressan A., Vega O., Annibali F., Buson L. M., Clemens M. S., Zeilinger W. W., 2011, *A&A*, **528**, A10
- Peimbert M., 1967, *ApJ*, **150**, 825
- Peimbert M., 1975, *ARA&A*, **13**, 113
- Peimbert M., Costero R., 1969, *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, **5**, 3
- Peimbert A., Peimbert M., 2010, *ApJ*, **724**, 791
- Peimbert M., Peimbert A., Delgado-Inglada G., 2017, *PASP*, **129**, 082001
- Pérez-Díaz B., Masegosa J., Márquez I., Pérez-Montero E., 2021, *MNRAS*, **505**, 4289
- Pérez-Montero E., 2014, *MNRAS*, **441**, 2663
- Pérez-Montero E., 2017, *PASP*, **129**, 043001
- Pérez-Montero E., Contini T., 2009, *MNRAS*, **398**, 949
- Pérez-Montero E., Díaz A. I., 2005, *MNRAS*, **361**, 1063
- Pérez-Montero E., Díaz A. I., Vílchez J. M., Kehrig C., 2006, *A&A*, **449**, 193
- Pérez-Montero E., García-Benito R., Hägele G. F., Díaz Á. I., 2010, *MNRAS*, **404**, 2037
- Pérez-Montero E., Dors O. L., Vílchez J. M., García-Benito R., Cardaci M. V., Hägele G. F., 2019, *MNRAS*, **489**, 2652
- Pérez-Montero E., Amorín R., Sánchez Almeida J., Vílchez J. M., García-Benito R., Kehrig C., 2021, *MNRAS*, **504**, 1237
- Pérez-Montero E., Zinchenko I. A., Vílchez J. M., Zurita A., Florido E., Pérez-Díaz B., 2023, *A&A*, **669**, A88
- Pettini M., Pagel B. E. J., 2004, *MNRAS*, **348**, L59
- 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., 2007, *MNRAS*, **376**, 353
- Pović M., Márquez I., Netzer H., Masegosa J., Nordon R., Pérez E., Schoenell W., 2016, *MNRAS*, **462**, 2878
- Rauch T., 2003, *A&A*, **403**, 709
- Rayo J. F., Peimbert M., Torres-Peimbert S., 1982, *ApJ*, **255**, 1
- Revalski M., Crenshaw D. M., Kraemer S. B., Fischer T. C., Schmitt H. R., Machuca C., 2018a, *ApJ*, **856**, 46
- Revalski M., et al., 2018b, *ApJ*, **867**, 88
- Revalski M., et al., 2021, *ApJ*, **910**, 139
- Ricci T. V., Steiner J. E., Menezes R. B., 2014, *MNRAS*, **440**, 2419
- Rich J. A., Kewley L. J., Dopita M. A., 2014, *ApJ*, **781**, L12
- Riffel R. A., Dors O. L., Krabbe A. C., Esteban C., 2021, *MNRAS*, **506**, L11
- Rogers N. S. J., Skillman E. D., Pogge R. W., Berg D. A., Croxall K. V., Bartlett J., Arellano-Córdova K. Z., Moustakas J., 2022, *ApJ*, **939**, 44
- Ruschel-Dutra D., et al., 2021, *MNRAS*, **507**, 74
- Sánchez S. F., et al., 2012, *A&A*, **538**, A8
- Sánchez S. F., et al., 2014, *A&A*, **563**, A49
- Sánchez S. F., et al., 2016, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, **52**, 171
- Sanders R. L., Shapley A. E., Topping M. W., Reddy N. A., Brammer G. B., 2023, *arXiv e-prints*, p. arXiv:2303.08149
- Seaton M. J., 1960, *MNRAS*, **120**, 326
- Shi F., Zhao G., Liang Y. C., 2007, *A&A*, **475**, 409
- Shirazi M., Brinchmann J., 2012, *MNRAS*, **421**, 1043
- Smee S. A., et al., 2013, *AJ*, **146**, 32
- Sofía U. J., Cardelli J. A., Savage B. D., 1994, *ApJ*, **430**, 650
- Stasińska G., 2006, *A&A*, **454**, L127
- Stasińska G., et al., 2008, *MNRAS*, **391**, L29
- Storchi-Bergmann T., Schmitt H. R., Calzetti D., Kinney A. L., 1998, *The AJ*, **115**, 909
- Talent D. L., Dufour R. J., 1979, *ApJ*, **233**, 888
- Thuan T. X., Pilyugin L. S., Zinchenko I. A., 2010, *ApJ*, **712**, 1029
- Thurston T. R., Edmunds M. G., Henry R. B. C., 1996, *MNRAS*, **283**, 990
- Toribio San Cipriano L., Domínguez-Guzmán G., Esteban C., García-Rojas J., Mesa-Delgado A., Bresolin F., Rodríguez M., Simón-Díaz S., 2017, *MNRAS*, **467**, 3759
- Tremonti C. A., et al., 2004, *ApJ*, **613**, 898
- Viironen K., Delgado-Inglada G., Mampaso A., Magrini L., Corradi R. L. M., 2007, *MNRAS*, **381**, 1719
- Vincenzo F., Kobayashi C., 2018, *A&A*, **610**, L16
- Wake D. A., et al., 2017, *AJ*, **154**, 86
- Woods T. E., Gilfanov M., 2013, *MNRAS*, **432**, 1640
- Wu Y.-Z., Zhang S.-N., 2013, *MNRAS*, **436**, 934
- Wylezalek D., Zakamska N. L., Greene J. E., Riffel R. A., Drory N., Andrews B. H., Merloni A., Thomas D., 2018, *MNRAS*, **474**, 1499
- Yin S. Y., Liang Y. C., Hammer F., Brinchmann J., Zhang B., Deng L. C., Flores H., 2007, *A&A*, **462**, 535
- York D. G., et al., 2000, *AJ*, **120**, 1579
- Zhang K., et al., 2017, *MNRAS*, **466**, 3217
- do Nascimento J. C., et al., 2022, *MNRAS*, **513**, 807
- van Hoof P. A. M., 1997, PhD thesis, Rijksuniversiteit Groningen
- van Hoof P. A. M., Weingartner J. C., Martin P. G., Volk K., Ferland G. J., 2001, in Ferland G., Savin D. W., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 247, Spectroscopic Challenges of Photoionized Plasmas*. p. 363 (arXiv:astro-ph/0107183), doi:10.48550/arXiv.astro-ph/0107183
- van Zee L., Salzer J. J., Haynes M. P., O'Donoghue A. A., Balonek T. J., 1998, *AJ*, **116**, 2805

This paper has been typeset from a  $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$  file prepared by the author.