

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

Gleicy Caroline de Almeida

**DETERMINAÇÃO DA ABUNDÂNCIA  
DO HÉLIO EM NÚCLEOS ATIVOS DE  
GALÁXIAS DO TIPO SEYFERT 2**

**DETERMINATION OF HELIUM ABUNDANCE IN ACTIVE  
NUCLEI OF SEYFERT-2 TYPE GALAXIES**

São José dos Campos, SP

2025

Gleicy Caroline de Almeida

**DETERMINAÇÃO DA ABUNDÂNCIA DO HÉLIO  
EM NÚCLEOS ATIVOS DE GALÁXIAS DO TIPO  
SEYFERT 2**

**DETERMINATION OF HELIUM ABUNDANCE IN ACTIVE  
NUCLEI OF SEYFERT-2 TYPE GALAXIES**

Dissertação apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia da Universidade do Vale do Paraíba, como parte do processo de avaliação para a obtenção do título de Mestre em Física e Astronomia.

Orientador: Dr. Oli Luiz Dors Junior

Coorientador: Dr. Celso B. de Oliveira Junior

São José dos Campos, SP

2025

## TERMO DE AUTORIZAÇÃO DE DIVULGAÇÃO DA OBRA

### Ficha catalográfica

Almeida, Gleicy Caroline de

Determinação da abundância do hélio em núcleos ativos de galáxias do tipo Seyfert 2 / Gleicy Caroline de Almeida; orientador, Oli Luiz Dors Junior; co-orientador Celso Benedito de Oliveira Junior. - São José dos Campos, SP, 2025.

76 p.

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

Inclui referências

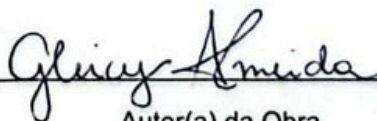
1. Física e Astronomia. 2. Seyfert (Galáxias). 3. Química. I. Dors Junior, Oli Luiz, orient. II. Oliveira Junior, Celso Benedito de, co-orient. III. Universidade do Vale do Paraíba. Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia. IV. Título.

Eu, Gleicy Caroline de Almeida, autor(a) da obra acima referenciada:

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

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

São José dos Campos, 10 de Dezembro de 2025.

  
Autor(a) da Obra

Data da defesa: 21 / 08 / 2025

---

**GLEICY CAROLINE DE ALMEIDA**

**“DETERMINAÇÃO DA ABUNDÂNCIA DO HÉLIO EM NÚCLEOS ATIVOS DE GALÁXIAS  
DO TIPO SEYFERT 2.”**

Dissertação aprovada como requisito parcial à obtenção do grau de Mestre, 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. Irapuan Rodrigues de Oliveira Filho	<i>Irapuan Rodrigues</i>
Prof. Dr. Oli Dors Junior	<i>Oli Luiz Dors Junior</i>
Prof. Dr. Celso Benedito de Oliveira Junior	<i>Celso Benedito de Oliveira Junior</i>
Prof. Dr. Paulo Eduardo Freire Stecchini	<i>Paulo Eduardo Freire Stecchini</i>
Prof. <sup>a</sup> Dr. <sup>a</sup> Lucimara Pires Martins - Unicid	<i>Lucimara Pires Martins</i>

Prof.<sup>a</sup> Dr.<sup>a</sup> Juliana Ferreira Strixino

Diretora do IP&D – Univap

São José dos Campos, 21 de agosto de 2025.

# AGRADECIMENTOS

Agradeço à:

Meu marido, por ser minha fonte constante de inspiração e por acreditar em mim mesmo nos momentos mais desafiadores. Seu apoio incondicional, amor e confiança foram essenciais para que este trabalho se concretizasse;

Meus pais, minhas irmãs e meus sobrinhos, por estarem sempre ao meu lado, tornando cada conquista ainda mais significativa;

Meus amigos e colegas, pela parceria, suporte, ajuda e pelos momentos de alegria compartilhados.

FLUPP, em especial à Eduarda Dalla Vecchia, cujo incentivo desde o ensino médio foi fundamental para que eu acreditasse na minha capacidade de ir mais longe. Obrigada pelo trabalho inspirador que vocês desenvolvem na área da Educação;

Meus orientadores, Oli Dors e Celso de Oliveira, pela orientação, conselhos, ensinamentos e apoio, que foram essenciais para o meu crescimento pessoal e profissional;

Todas mulheres que me inspiraram nessa trajetória;

UNIVAP, bem como ao IP&D, pelo espaço, suporte e acolhimento durante este período. Agradeço também a todos os professores e colegas com quem tive a honra de aprender;

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

*"Não deixe ninguém definir seus limites a partir de sua origem. O único limite é a sua alma."*

- Auguste Gusteau

# RESUMO

O estudo de abundâncias químicas em galáxias é essencial para a compreensão de sua evolução química e, conseqüentemente, da história do Universo. O método mais confiável utilizado nessa análise é o método- $T_e$ , ou método direto, que determina a metalicidade a partir da temperatura eletrônica do gás, estimada por meio de linhas espectrais, incluindo as aurorais. Entretanto, essas linhas são de difícil detecção, o que frequentemente inviabiliza sua aplicação. Diante dessa limitação, calibrações empíricas e teóricas têm sido desenvolvidas como alternativa ao método direto. Porém, a maioria das calibrações disponíveis concentra-se na abundância de metais, como O/H. Este estudo propõe uma calibração empírica específica para a razão de linhas He  $\lambda$ 5876/H $\beta$  em AGNs Seyfert 2, permitindo estimar a abundância de hélio em relação ao hidrogênio (He/H). Os dados utilizados para a construção dessa calibração foram obtidos a partir do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS-DR15) e de fontes bibliográficas, abrangendo uma amostra de 65 núcleos Seyfert 2 no universo local ( $z < 0,2$ ). Além disso, foram construídas calibrações análogas para regiões de formação estelar (SFs) e realizada uma comparação entre as duas populações, contribuindo para o entendimento dos processos de enriquecimento químico no meio interestelar dessas diferentes classes de objetos. Para validar a robustez da metodologia, as calibrações foram também aplicadas a dados provenientes de surveys complementares, permitindo a construção de gradientes de abundância de hélio em galáxias. Os resultados apontam que a calibração proposta possui boa precisão, com incertezas médias em torno de 0,02 dex, e destaca limitações para objetos com elevado parâmetro de ionização ( $\log U > -2,0$ ), indicando a necessidade de cautela nestes casos. Este estudo amplia as ferramentas disponíveis para a determinação de abundâncias químicas em AGNs, abrindo novas perspectivas para investigações futuras sobre a evolução química e física de galáxias no universo local e distante.

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

# ABSTRACT

The study of chemical abundances in galaxies is essential for understanding their chemical evolution and, consequently, the history of the Universe. The most reliable method used in this analysis is the  $T_e$  method, or direct method, which determines metallicity based on the electron temperature of the gas, estimated through spectral lines, including auroral lines. However, these lines are often difficult to detect, which frequently limits the applicability of the method. Given this limitation, empirical and theoretical calibrations have been developed as alternatives to the direct method. While most available calibrations focus on metal abundances, such as O/H. This study proposes an empirical calibration specifically for the He  $\lambda$ 5876/H $\beta$  line ratio in Seyfert2 AGNs, enabling the estimation of the helium-to-hydrogen abundance ratio (He/H). The data used to construct this calibration were obtained from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS-DR15) and from the literature, comprising a sample of 65 Seyfert2 nuclei in the local universe ( $z \leq 0.2$ ). In addition, analogous calibrations were developed for star-forming (SF) regions, and a comparison between the two populations was performed, contributing to the understanding of chemical enrichment processes in the interstellar medium of these distinct classes of objects. To validate the robustness of the methodology, the calibrations were also applied to data from complementary surveys, allowing the construction of helium abundance gradients across galaxies. The results show that the proposed calibration has good accuracy, with average uncertainties around 0.02 dex, and highlight limitations for objects with high ionization parameter values ( $\log U > -2.0$ ), indicating the need for caution in such cases. This study expands the available tools for determining chemical abundances in AGNs, opening new perspectives for future investigations into the chemical and physical evolution of galaxies in both the local and distant universe.

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

# LISTA DE ILUSTRAÇÕES

Figura 1 – Vista lateral da Via Láctea . . . . .	8
Figura 2 – Distribuição espectral de energia (SED) de um AGN . . . . .	11
Figura 3 – Modelo Unificado de AGN . . . . .	12
Figura 4 – Classificação de Tipos de AGN . . . . .	13
Figura 5 – Imagens de galáxias hospedeiras de AGNs . . . . .	13
Figura 6 – Diferença entre espectros de galáxias Seyfert . . . . .	15
Figura 7 – Estrutura de um AGN com SFs circundando. . . . .	16
Figura 8 – Relação entre a razão de linhas $R_{O3}$ e a temperatura eletrônica. . . . .	18
Figura 9 – Relação entre as diferentes razões de linhas ( $R$ ) e a $T_e$ . . . . .	18
Figura 10 – Relação entre as temperaturas $t_2$ e $t_3$ . . . . .	20
Figura 11 – Abundância do oxigênio pela calibração de Dors (2021) . . . . .	23
Figura 12 – Calibração bi-paramétrica para abundância do hélio . . . . .	25
Figura 13 – Primeira calibração para hélio em regiões H II . . . . .	28
Figura 14 – Espectro óptico de um dos núcleos Seyfert 2 da amostra . . . . .	32
Figura 15 – Diagrama diagnóstico da amostra do estudo . . . . .	34
Figura 16 – Calibração entre a razão de linhas $He\ I\lambda 5876/H\beta$ e a abundância $He/H$ de núcleos Seyfert 2 . . . . .	38
Figura 17 – Comparação entre as abundâncias de hélio com a diferença média ( $D$ ) . . . . .	39
Figura 18 – Histograma contendo as distribuições de abundância $y = 12 + \log(He/H)$ para núcleos Seyfert 2. A distribuição em vermelho baseia-se nos valo- res obtidos a partir da calibração empírica desenvolvida (equação 5.1), aplicada a uma nova amostra (dados do SDSS-DR15) com 104 núcleos Seyfert 2. A distribuição em azul corresponde aos valores derivados pelo método- $T_e$ para a amostra de 65 núcleos Seyfert 2. . . . .	40
Figura 19 – Calibração entre a razão de linhas $He\ I\lambda 5876/H\beta$ e a abundância $He/H$ para regiões de formação estelar (SFs) . . . . .	42
Figura 20 – NGC 4135 pelo SDSS do MaNGA . . . . .	44
Figura 21 – Diagrama diagnóstico da amostra do estudo . . . . .	45
Figura 22 – Variação da abundância de hélio para objeto NGC 4135 . . . . .	46

# LISTA DE ABREVIACÕES E SIGLAS

AGN	<i>Active Galactic Nuclei</i> (Núcleo Ativo de Galáxia)
SF	<i>Star-forming</i> (Formação Estelar)
ISM	<i>Interstellar Medium</i> (Meio Interestelar)
LINER	<i>Low Ionization Nuclear Emission Region</i> (Regiões nucleares de emissão de baixa ionização)
BLR	<i>Broad Line Region</i> (Região de Linhas Largas)
NLR	<i>Narrow Line Region</i> (Região de Linhas Estreitas)
SMBH	<i>Super Massive Black Hole</i> (Buraco Negro Supermassivo)
FWHM	<i>Full Width at Half Maximum</i> (Largura a meia altura)
IFU	<i>Integral Field Unit</i>
SDSS	<i>Sloan Digital Sky Survey</i>
SSP	<i>Stellar population synthesis code</i>
MaNGA	<i>Mapping Nearby Galaxies at Apache Observatory</i> (Mapeando galáxias próximas no Observatório Apache)

# Sumário

<b>1</b>	<b>INTRODUÇÃO</b>	<b>7</b>
<b>2</b>	<b>FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA</b>	<b>10</b>
2.1	Galáxias Ativas	10
2.2	Modelo unificado	11
2.3	Galáxia Seyfert	14
2.4	Métodos para determinação de abundâncias químicas	15
2.4.1	Método direto	17
2.4.2	Método indireto	21
2.5	Determinação da abundância de He	24
<b>3</b>	<b>MOTIVAÇÃO E OBJETIVOS</b>	<b>27</b>
3.1	Motivação	27
3.2	Objetivos	29
<b>4</b>	<b>DADOS OBSERVACIONAIS E CÁLCULO DE HE/H</b>	<b>30</b>
4.1	Dados observacionais	30
4.2	Cálculo de He/H	34
<b>5</b>	<b>A CALIBRAÇÃO EMPÍRICA DA ABUNDÂNCIA DO HÉLIO</b>	<b>37</b>
5.1	Calibração para AGN	37
5.2	Calibração para região de formação estelar	40
<b>6</b>	<b>ESTUDO PRELIMINAR DA ABUNDÂNCIA DE HÉLIO EM AMOSTRAS DO MANGA</b>	<b>43</b>
<b>7</b>	<b>CONCLUSÕES</b>	<b>47</b>
	Referências	48
	Apêndices	58
	APÊNDICE A Tabelas extraídas de Dors et al. (2022)	59
	APÊNDICE B <i>Letter</i> de Dors et al. (2024)	67

# 1 INTRODUÇÃO

Nas últimas décadas, a determinação de abundâncias químicas em Núcleos Ativos de Galáxias (AGN, do inglês *Active Galactic Nuclei*) e regiões de Formação Estelar (SF, do inglês *Star-forming*) tornou-se fundamental para estudos sobre evolução de galáxias e nebulosas gasosas, por possibilitarem o mapeamento da distribuição de elementos como hidrogênio, hélio, oxigênio e outros metais<sup>1</sup>, além de aprimorar o entendimento acerca dos processos físicos que ocorrem em ambientes de baixa densidade<sup>2</sup> (Osterbrock; Ferland, 2006).

De modo geral, o processo de ionização nessas nebulosas promove a excitação e subsequente recombinação de átomos e íons, originando linhas espectrais características. A análise quantitativa das intensidades dessas linhas, integrada à inferências fundamentadas em modelos e ajustes, permitem determinar a abundância de elementos químicos no meio interestelar (ISM, do inglês *Interstellar Medium*).

Entre os elementos estudados, o hélio se destaca por ser o segundo mais abundante no Universo e um dos principais produtos da nucleossíntese primordial<sup>3</sup>. Contudo, sua origem não se restringe ao Universo primitivo, pois continua sendo produzido no interior das estrelas por meio da nucleossíntese estelar. Ao final do ciclo evolutivo estelar, esses elementos são lançados ao ISM, enriquecendo-o quimicamente. Esse processo contribui para a formação de novas gerações de estrelas, que tendem a apresentar maior metalicidade em comparação às gerações anteriores.

Dessa forma, a estimativa da abundância de He/H torna-se fundamental, não apenas para compreender os processos de evolução química das galáxias (Carigi; Peimbert, 2008), mas também para aferir a idade galáctica, já que o acúmulo desse elemento ao longo de múltiplas gerações estelares resulta em composições químicas distintas entre populações estelares jovens e antigas (Woosley, 2019).

Galáxias passaram a ser objetos de estudos pelos astrônomos por volta do século XVIII, quando o filósofo alemão Immanuel Kant (1724–1804), influenciado pelos estudos do astrônomo britânico Thomas Wright (1711–1786), propôs que as nebulosas observadas no céu noturno poderiam ser sistemas semelhantes à Via Láctea, hipótese que desafiava os limites do conhecimento astronômico da época (Lima, 2022).

Apesar dessa proposta pioneira, a compreensão da natureza das galáxias perma-

---

<sup>1</sup> Em astronomia, metais são todos os elementos com massa atômica superior ao do hélio.

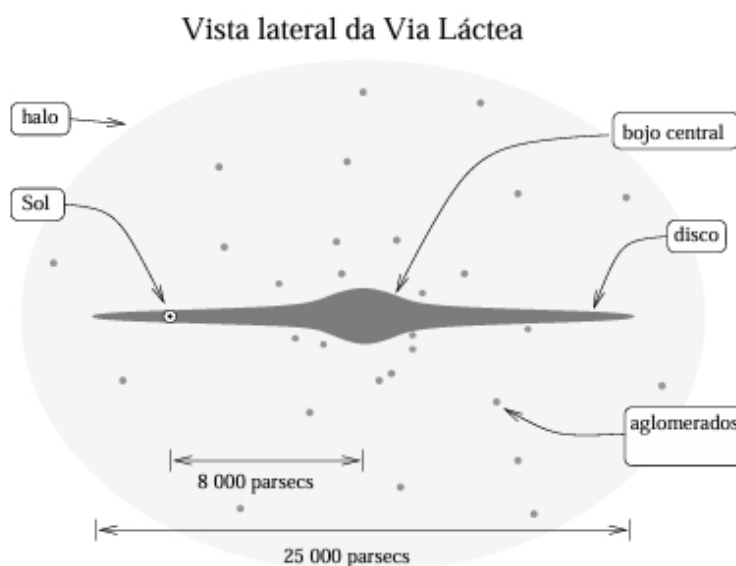
<sup>2</sup> Ambientes com menos de 1000 partículas por cm<sup>3</sup>.

<sup>3</sup> O hélio foi sintetizado nos primeiros minutos após o Big Bang.

neceu indefinida até o início do século XX, quando o astrônomo norte-americano Edwin Powell Hubble (1889–1953) publicou "*The Realm of the Nebulae*" 1936. Neste trabalho, Hubble demonstrou diferenças morfológicas e dimensionais entre galáxias e nebulosas.

Desde então, galáxias são definidas como sistemas dinâmicos compostos por estrelas, gás, poeira e matéria escura. Cada componente de uma galáxia, desempenha um papel na sua estrutura e evolução. A Via Láctea, por exemplo (ver Figura 1), é composta por um disco estelar galáctico plano com cerca de 25 kpc ou mais de diâmetro, onde se distribuem braços espirais proeminentes intercalados por regiões de matéria difusa. No centro do disco localiza-se o núcleo galáctico, associado a um buraco negro supermassivo (SMBH, do inglês *Supermassive Black Hole*), envolto por uma região esferoidal conhecida como bojo. Circundando essas estruturas encontra-se o halo galáctico, uma região extensa composta principalmente por matéria escura e aglomerados estelares, que pode se estender além de 100 kpc (Oliveira Filho; Saraiva, 2004).

Figura 1 – Representação da Via Láctea e seus principais componentes. A posição do Sol é indicada.



Fonte: Oliveira Filho & Saraiva (2004)

Nas fases iniciais da evolução galáctica, a formação estelar ocorre inicialmente na parte central, impulsionada pela alta concentração de gás interestelar e pela ação de processos físicos adicionais (e.g. *inflows* e *outflows*). Com o esgotamento do gás disponível, a formação de novas estrelas no núcleo é interrompida, resultando em populações estelares mais antigas em relação às do disco. Este, por sua vez, permanece rico em gás interestelar, configurando um ambiente propício à formação contínua de estrelas jovens e massivas. Essas estrelas ionizam o meio ao seu redor, dando origem a nebulosas de emissão conhecidas como regiões H II.

Nos núcleos de todas as galáxias conhecidas reside um SMBH, com massas variando

entre  $10^6$  e  $10^{10} M_{\odot}$ , e estima-se que cerca de 10% das galáxias conhecidas, são ativas. Sua intensa força gravitacional permite que atraiam e acretem matéria do meio interestelar circundante, especialmente quando há gás disponível nas regiões centrais. Esse processo desencadeia uma fase de alta atividade energética no núcleo, caracterizado como Núcleo Ativo de Galáxia (AGN).

AGNs estão entre os objetos mais luminosos do Universo, apresentando um fluxo de radiação significativamente mais intenso em praticamente todas as faixas espectrais quando comparados às regiões de formação estelar (SFs). Essa alta luminosidade permite que esses objetos sejam detectados mesmo em altos redshifts ( $z$ ). Observações recentes realizadas com o *James Webb Space Telescope* (JWST) têm revelado uma grande população de AGNs no início do universo. O levantamento do *survey* JADES<sup>4</sup>, por exemplo, identificou uma quantidade expressiva desses objetos na faixa de redshift  $4 < z < 7$  (Maiolino; Scholtz et al., 2024).

Diante do exposto, o objetivo principal deste trabalho é o desenvolvimento de uma calibração empírica para estimar a abundância de hélio em AGNs. A metodologia proposta baseia-se na utilização da linha de emissão mais intensa do hélio ( $\text{He I}\lambda 5876$ ) com o intuito de avaliar se a razão  $\text{He I}\lambda 5876/\text{H}\beta$  pode ser utilizada como um indicador confiável da abundância total de hélio. Complementarmente, este estudo também propõe uma calibração voltada para SFs, seguindo a mesma metodologia empregada na calibração para AGNs, com o objetivo de contribuir para a compreensão dos processos de enriquecimento químico do ISM ao longo da evolução das galáxias.

Com o intuito de contextualizar a motivação e os objetivos específicos que fundamentam o presente estudo, apresenta-se inicialmente, no Capítulo 2, uma breve revisão bibliográfica, abordando desde os modelos unificados de AGNs até os métodos utilizados para o cálculo de abundâncias químicas. Em seguida, o Capítulo 3 apresenta os objetivos específicos e a motivação do estudo. O Capítulo 4 descreve a amostra analisada, incluindo os critérios de seleção dos dados observacionais e a metodologia aplicada para o cálculo das abundâncias utilizadas na calibração. No Capítulo 5, é apresentada a construção da calibração empírica para a abundância de hélio em núcleos Seyfert 2 (AGN), bem como para regiões SFs. O Capítulo 6 apresenta uma análise preliminar, com uma nova amostra de dados, com o propósito de testar a eficácia da calibração proposta e construir perfis radiais de abundância em um número maior de galáxias. Por fim, o Capítulo 7 reúne as conclusões gerais e aponta possíveis desdobramentos para investigações futuras.

---

<sup>4</sup> <https://jades-survey.github.io/>

## 2 FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA

### 2.1 Galáxias Ativas

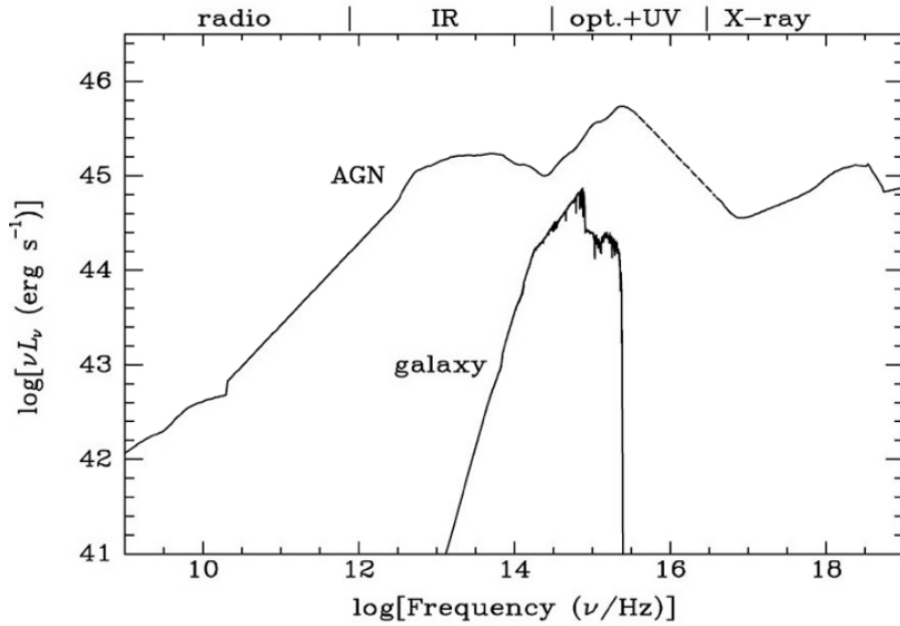
A primeira investigação de Núcleos Ativos de Galáxias (AGN - *Active Galactic Nuclei*) remonta à primeira metade do século XX, quando o astrônomo Edward [Fath \(1909\)](#) analisou o espectro da galáxia NGC 1068 e identificou intensas linhas de emissão. Naquele período, as galáxias ainda não eram reconhecidas como um sistema extragaláctico, então, acreditava-se que essas “nebulosas espirais” não passavam de formações gasosas ionizadas por estrelas.

Embora Fath tenha sido o primeiro a identificar um AGN, sua análise permaneceu restrita a constatações iniciais, já que o contexto teórico necessário ainda não estava disponível. A teoria da relatividade geral, base fundamental para a compreensão dos buracos negros, seria apresentada em sua forma completa apenas em [1915](#). Além disso, a noção de que as galáxias eram sistemas semelhantes à Via Láctea consolidou-se somente após a classificação morfológica proposta por Hubble em [1936](#). Nesse contexto, em 1909, Fath não dispunha de elementos que lhe permitissem formular uma hipótese consistente para a origem da intensa fonte ionizante observada.

O primeiro estudo voltado à identificação de AGN foi conduzido por [Seyfert \(1943\)](#), que analisou seis galáxias — NGC 3516, NGC 4051, NGC 7469, NGC 4151, NGC 1068 e NGC 1275 — cujos espectros exibiam linhas de emissão intensas, que relatou serem provenientes do núcleo da galáxia. Esse trabalho surgiu em um contexto marcado tanto pelos avanços tecnológicos quanto pelo crescente entendimento sobre a estrutura e evolução do Universo, oferecendo o primeiro enquadramento capaz de relacionar essas intensas linhas de emissão a um panorama cosmológico mais amplo.

As galáxias de núcleos ativos distinguem-se das demais galáxias (“galáxias normais” ou “não ativas”) por emitirem alto fluxo de radiação provenientes de seu núcleo e em praticamente toda faixa espectral. Enquanto as galáxias normais emitem radiação predominantemente na faixa espectral do óptico [ $3000 < \lambda(\text{Å}) < 7000$ ], AGNs emitem intensamente em uma ampla faixa de comprimentos de onda, que abrange desde frequências de rádio até raios gama ([Ilha, 2023](#)). Essa característica resulta em uma distribuição espectral de energia (SED, do inglês *Spectral Energy Distribution*) extensa e muito característica dos AGNs, como mostrado na [Figura 2](#).

Figura 2 – Distribuição espectral de energia de um AGN e de uma galáxia normal (não ativa).



Fonte: [Ilha \(2023\)](#)

Na década de 1990, a classificação dos AGNs considerava a relação entre a intensidade das emissões em rádio e no óptico, além da orientação do observador em relação ao núcleo ativo. Isso porque as observações feitas no óptico definem a classificação dos AGNs no óptico, e as de rádio definem as de rádio, e elas não se intercalam. A diversidade de características observadas motivou [Antonucci \(1993\)](#) a propor o "Modelo Unificado", um esquema teórico que explica as propriedades fundamentais de diferentes tipos de galáxias ativas observadas no óptico.

## 2.2 Modelo unificado

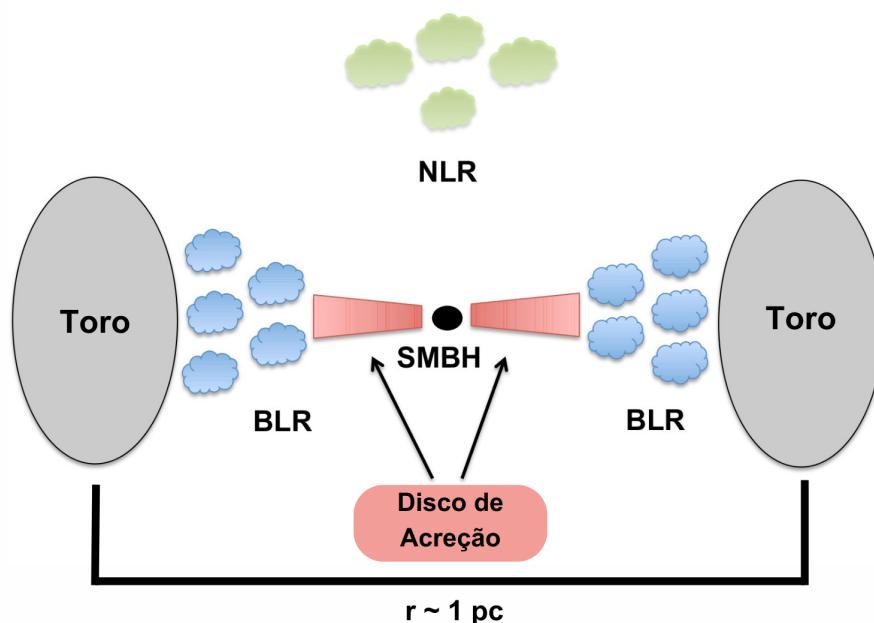
O Modelo Unificado, atualmente o mais amplamente aceito para descrever a estrutura de um AGN, postula que o núcleo ativo corresponde à região central e compacta de uma galáxia ([Schneider, 2014](#)). Nessa região a radiação é produzida devido ao processo de acreção de matéria ao redor de um buraco negro supermassivo (SMBH, do inglês *Supermassive Black Hole*), cuja massa ultrapassa  $10^6 M_{\odot}$ . A intensa força gravitacional do SMBH atrai matéria, formando um disco de acreção predominantemente composto por gás. Nesse disco, a matéria se movimenta em direção ao SMBH, convertendo energia potencial gravitacional em energia cinética, térmica e radiação.

Ao redor do disco de acreção, encontra-se um toro composto por gás e poeira, que desempenha o papel de colimador da radiação emitida. Internamente ao toroide e em torno do disco de acreção, há uma região caracterizada por nuvens de gás ionizado

com alta densidade eletrônica, e.g.  $\gtrsim 10^9 \text{ cm}^{-3}$ , denominada região de formação de linhas largas (BLR, do inglês *Broad Line Region*). Externamente ao toro de poeira, situa-se a região de formação de linhas estreitas (NLR, do inglês *Narrow Line Region*), composta por nuvens de gás ionizado de baixa densidade eletrônica, e.g.  $\sim 10^3 \text{ cm}^{-3}$  (Peterson, 1997).

A estrutura dessas regiões é frequentemente representada em diagramas como o ilustrado na Figura 3.

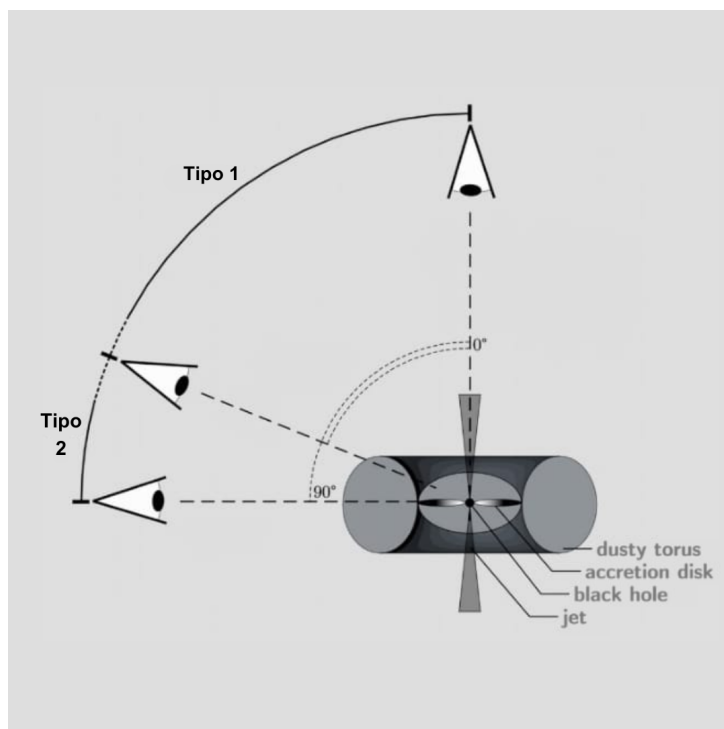
Figura 3 – Representação do Modelo Unificado de AGN.



Fonte: Adaptado de Ricci (2011)

Na maioria dos AGNs, a orientação da linha de visada em relação ao núcleo ativo é o que fundamenta sua classificação. Isso por que o ângulo de observação determina o grau de obscurecimento da região central provocado pelo toro circumnuclear. Nos AGNs do tipo 1, tanto a BLR quanto a NLR são observáveis, permitindo a identificação de linhas de emissão largas e estreitas no espectro. Por outro lado, nos AGNs do tipo 2, a BLR encontra-se obscurecida pelo toro de poeira, restringindo a observação às linhas estreitas oriundas da NLR. A Figura 4 representa esquematicamente como a orientação do núcleo influencia as propriedades espectrais observadas em cada classe.

Figura 4 – Classificação de AGNs do tipo I e II, de acordo com a orientação do observador.



Fonte: Adaptado de [Rodener \(2022\)](#)

Além da classificação baseada na orientação, os AGNs também são organizados em diferentes categorias de acordo com suas propriedades observacionais mais marcantes. No espectro óptico, distinguem-se principalmente as galáxias Seyfert, os LINERs (do inglês *Low-Ionization Nuclear Emission-line Regions*) e os Quasares (do inglês *Quasi-Stellar Radio Sources*). Já no espectro de rádio, a divisão ocorre entre objetos que apresentam ou não jatos. A Figura 5 ilustra as principais classes de AGNs observadas no espectro do óptico: quasares, LINERs e galáxias Seyfert.

Figura 5 – Galáxias Ativas observadas no óptico. Da esquerda para a direita: Quasar 3C273, LINER NGC 4762 e Galáxia Seyfert NGC 1068 "Messier 77".



Fonte: [NASA \(2024\)](#)

Quasares são os objetos mais luminosos, geralmente com luminosidades variando entre  $10^{45}$  e  $10^{48}$  erg/s, sendo detectados como fontes pontuais devido à grande distân-

cia (Mortlock et al., 2011; Woo; Urry, 2002). As LINERs representam AGNs de baixa luminosidade ( $10^{39}$  a  $10^{42}$  erg/s), caracterizados por linhas de emissão de baixa ionização (e.g. [O II] $\lambda$ 3727 e [O I] $\lambda$ 6300), presentes em aproximadamente um terço das galáxias do universo local, embora a natureza do mecanismo de ionização dominante nesses núcleos ainda permaneça em debate, como nos trabalhos de Ho (2008), Netzer (2013), Oliveira et al. (2024).

## 2.3 Galáxia Seyfert

Identificadas pela primeira vez pelo astrônomo Carl Seyfert (1943), as galáxias Seyfert são um dos principais tipos de AGNs e estão entre as classes mais comuns de galáxias ativas no universo local. Caracterizam-se por apresentarem núcleos altamente luminosos, com brilho da ordem de  $10^{12}L_{\odot}$  (Osterbrock; Ferland, 2006). Diferenciam-se de outros tipos de AGNs sobretudo por combinarem um núcleo ativo bem definido com uma galáxia hospedeira ainda claramente discernível, em geral de morfologia espiral<sup>1</sup>, embora também sejam observadas em galáxias lenticulares e, em menor número, em elípticas.

Em seu estudo, Seyfert (1943) investigou os espectros ópticos de seis galáxias, sendo elas: NGC 1068, NGC 1275, NGC 3516, NGC 4051, NGC 4151 e NGC 7469. Ele observou que todas apresentavam linhas de emissão intensas, incluindo [O III] $\lambda$ 5007, além de linhas de emissão permitidas de H I, He I e He II, com amplas larguras (FWHM > 1000 km/s). Tais características espectrais indicavam a presença de elementos pesados altamente ionizados, bem como de um contínuo não térmico, que não podia ser explicado por somente emissão de componente estelar.

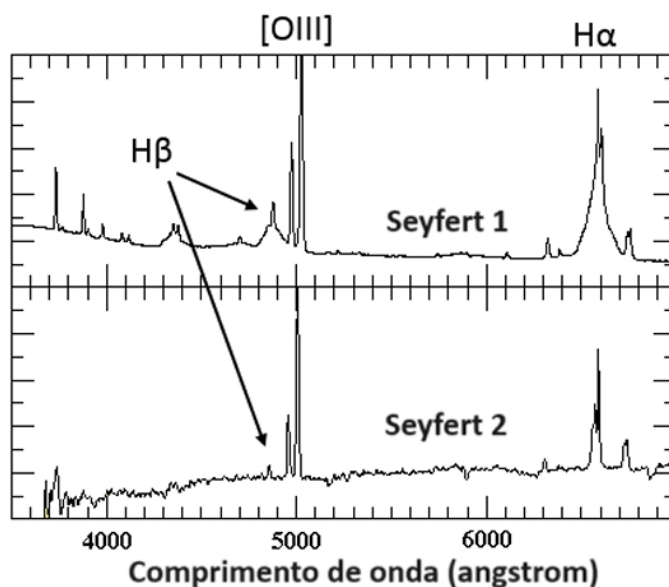
Esses objetos são divididos em tipos 1 e 2, conforme a largura de suas linhas de emissão<sup>2</sup> (mais alargadas no tipo 1 e mais estreitas no tipo 2). As Seyfert 1 são caracterizadas pela presença simultânea de linhas de emissão estreitas (incluem transições permitidas e transições proibidas) e largas (incluem apenas transições permitidas) em seus espectros ópticos. Em contraste, as Seyfert 2 apresentam apenas linhas de emissão estreitas (Peterson, 1997).

A Figura 6 apresenta uma comparação entre os espectros de Seyfert 1 e Seyfert 2, evidenciando suas diferenças fundamentais. Nota-se claramente que as linhas de recombinação do hidrogênio, H $\alpha$  e H $\beta$ , aparecem alargadas em Seyferts 1, enquanto essas mesmas linhas se mantêm estreitas nas Seyferts 2.

<sup>1</sup> Estima-se que aproximadamente 1% de todas as galáxias espirais sejam classificadas como Seyfert (MACIEL, 1989)

<sup>2</sup> No contexto dos AGNs, as linhas espectrais já apresentam alargamentos significativos em comparação com objetos não ativos. Assim, as denominações "largas" e "estreitas" referem-se a uma classificação relativa, levando como referência as próprias larguras das linhas observadas nos espectros de núcleos ativos (OSTERBROCK, 1978).

Figura 6 – Espectros de galáxias Seyfert tipo 1 e tipo 2, ressaltando suas diferenças. O fluxo é representado em unidades arbitrárias e o comprimento de onda está expresso em angstroms.



Fonte: Runco (2015)

Na astronomia moderna, há uma área de estudo dedicada a estimar as abundâncias químicas de AGNs e nebulosas gasosas, com o objetivo de conhecer a evolução destes ambientes. O processo para tais estimativas baseia-se na análise das linhas de emissão obtidas em espectros de gás ionizado, cuja intensidade está relacionada aos diferentes elementos químicos e permite inferir suas abundâncias. Os métodos utilizados para essa determinação serão discutidos em detalhe nas próximas seções.

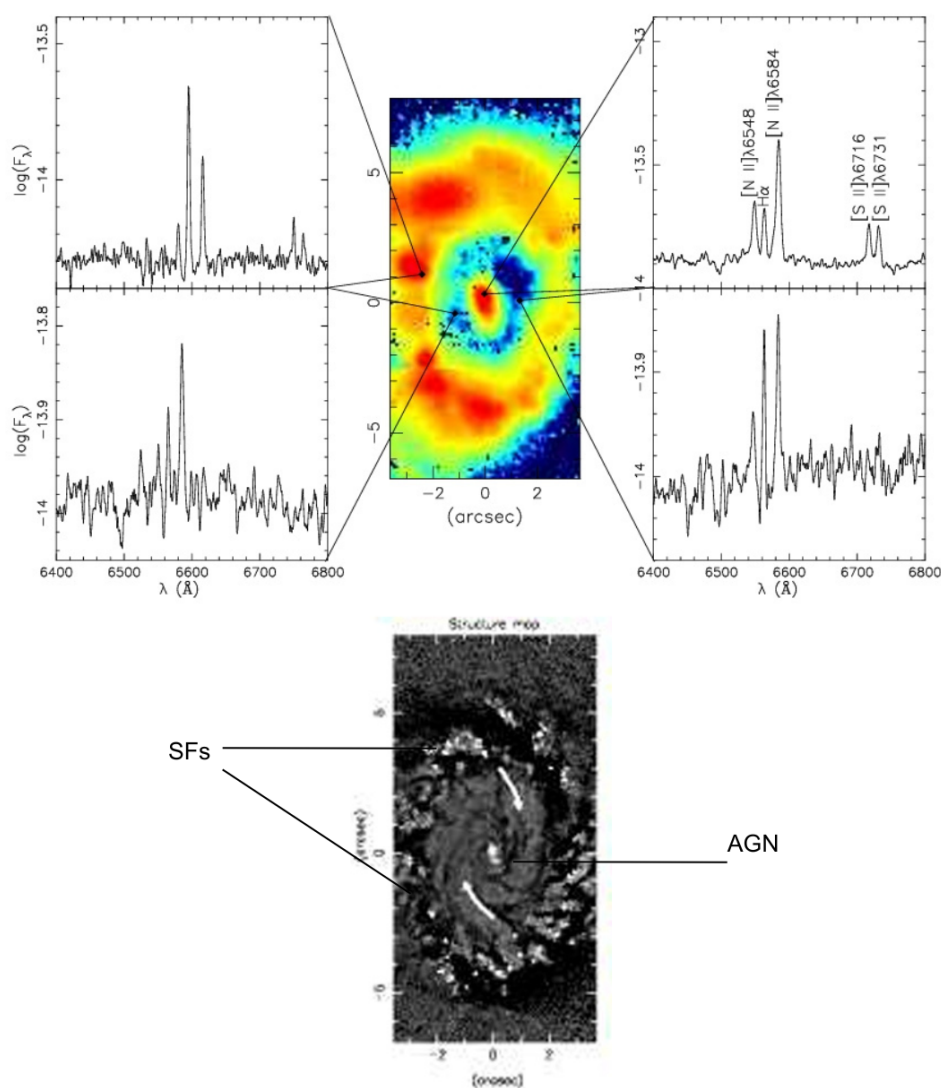
## 2.4 Métodos para determinação de abundâncias químicas

O gás existente em NLRs e BLRs possui uma certa abundância de metais (e.g. O, N, C, etc). O enriquecimento químico destas regiões do AGN é proveniente, principalmente, de regiões de formação estelar próximas ( $\sim 1$  kpc ou menos) ao SMBH. Esse processo é ilustrado na Figura 7, conforme apresentado por Storchi-Bergmann et al. (2007). No painel superior, é mostrada uma imagem (em  $H\alpha$ ) da região nuclear da galáxia em espiral NGC 6951, onde é possível ver regiões de formação estelar situadas em uma espécie de anel e, ao centro, um AGN do tipo Seyfert 2. O espectro de diferentes partes da região nuclear é indicado na imagem do IFU (sigla do inglês *Integral Field Unit*, que significa "Unidades Integrais de Campo"<sup>3</sup>). No painel inferior, uma imagem de emissão contínua é mostrada, onde as flechas indicam o movimento do gás, proveniente das regiões de formação estelar, em direção ao AGN.

<sup>3</sup> Para saber mais sobre a técnica de observação (IFU): <https://www.sdss4.org/dr17/manga/manga-tutorials/what-is-ifu-spectroscopy/>

Logo, a análise de abundâncias químicas em NLRs e BLRs permite conhecer a evolução estelar, a sua interação com o meio interestelar e o transporte de material quimicamente enriquecido ao AGN. Esta informação é fundamental para compreender também o fenômeno de "feedback" do AGN, no qual a atividade do buraco negro pode tanto estimular (*feedback* positivo) quanto inibir ou cessar (*feedback* negativo) a formação estelar (Thacker; Scannapieco; Couchman, 2006).

Figura 7 – Pannel superior: amostra de espectros com localizações correspondentes identificadas na imagem do IFU da galáxia NGC 6951, obtida a partir do fluxo integrado da linha de emissão H $\alpha$ . Espectro nuclear à direita; espectro do anel de formação estelar à esquerda; espectros de regiões intermediárias entre o núcleo e o anel nos cantos inferior esquerdo e direito. Pannel inferior: mapa da estrutura, mostrando o gás das SFs circundando o AGN.



Fonte: Adaptado de [Storchi-Bergmann et al. \(2007\)](#)

Nas seções que seguem, serão abordados os métodos empregados para as esti-

mativas dessas abundâncias químicas. Para contextualizar, a metalicidade é usualmente expressa em termos da abundância de oxigênio, devido à facilidade de detecção de suas linhas de emissão. Assim, define-se a metalicidade como:  $Z \equiv 12 + \log(\text{O}/\text{H})$ . Esse parâmetro tem ampla aplicação em estudos sobre formação estelar (Tremonti et al., 2004; Nagao; Maiolino; Marconi, 2006; Thuan; Pilyugin; Zinchenko, 2010), bem como em estudos de núcleos ativos (Storchi-Bergmann et al., 1998; Groves; Heckman; Kauffmann, 2006; Castro et al., 2017; Carvalho et al., 2020).

### 2.4.1 Método direto

O método direto, também conhecido como método- $T_e$ <sup>4</sup>, baseia-se na medição da densidade ( $N_e$ ) e temperatura eletrônica ( $T_e$ ) do gás ionizado para estimar a abundância de elementos (Osterbrock; Ferland, 2006). Originalmente o método- $T_e$  foi desenvolvido para aplicações em regiões H II e espectros de nebulosas planetárias (Peimbert; Costero, 1969). É consenso na literatura que este é o método mais preciso para a determinação de abundâncias químicas. Isso se deve ao fato de que as estimativas da razão O/H em regiões H II, obtidas por esse método, concordam com os valores derivados de estrelas próximas<sup>5</sup> (Cipriano et al., 2017).

Em nebulosas ionizadas, a  $T_e$  pode ser determinada a partir da razão ( $R$ ) entre as intensidades de duas linhas de emissão, originadas de transições eletrônicas entre dois níveis com grandes diferenças de energia e emitidas pelo mesmo íon. Uma relação frequentemente empregada envolve as linhas [O III]( $\lambda 4959 + \lambda 5007$ )/ $\lambda 4363$  ( $R_{O3}$ ), conhecida por sua sensibilidade à temperatura em regiões com alta concentração do íon  $\text{O}^{2+}$ . Em áreas onde predominam outros íons, são utilizadas diferentes razões de linhas, como pode ser visto na Tabela 1.

Tabela 1 – Razões de linhas utilizadas para calcular temperaturas eletrônicas de acordo com a predominância iônica da região.

Íon	Razão de linhas
$\text{O}^+$	$R_{O2} = [\text{O II}]\lambda 3727 / (\lambda 7319\lambda 7330)$
$\text{O}^{2+}$	$R_{O3} = [\text{O III}](\lambda 4959 + 5007) / 4363$
$\text{S}^+$	$R_{S2} = [\text{S II}](\lambda 6716 + 6731) / (\lambda 4068 + 4074)$
$\text{S}^{2+}$	$R_{S3} = [\text{S III}](\lambda 9069 + 9532) / 6312$
$\text{N}^+$	$R_{N2} = [\text{N II}](\lambda 6548 + 6584) / 5755$

A Figura 8 apresenta a variação da razão de linha  $R_{O3}$  em função de  $T_e$  para o íon [O III], conforme calculado por diversos autores ao longo das últimas quatro décadas. Observa-se que  $R_{O3}$  responde de forma sensível à temperatura apenas dentro de um

<sup>4</sup>  $T_e$  representa a temperatura dos elétrons livres que estão excitando um dado íon.

<sup>5</sup> As abundâncias em estrelas são determinadas por meio de linhas de absorção, consideradas mais precisas do que as linhas de emissão usadas em nebulosas.

intervalo específico, aproximadamente entre 8 000K e 23 000K. Entretanto, fora dessa faixa, sua dependência com a temperatura torna-se praticamente constante e nestes casos, recomenda-se o uso de outras razões de linhas, como demonstrados na Figura 9.

Figura 8 – Relação entre a razão de linhas  $R_{O3}=[O III](\lambda 4959 + \lambda 5007)/\lambda 4363$  e a temperatura eletrônica ( $T_e([O III])$ ). As curvas representam a relação entre  $R_{O3}$  e  $T_e([O III])$  proposta por diferentes autores ao longo dos anos.

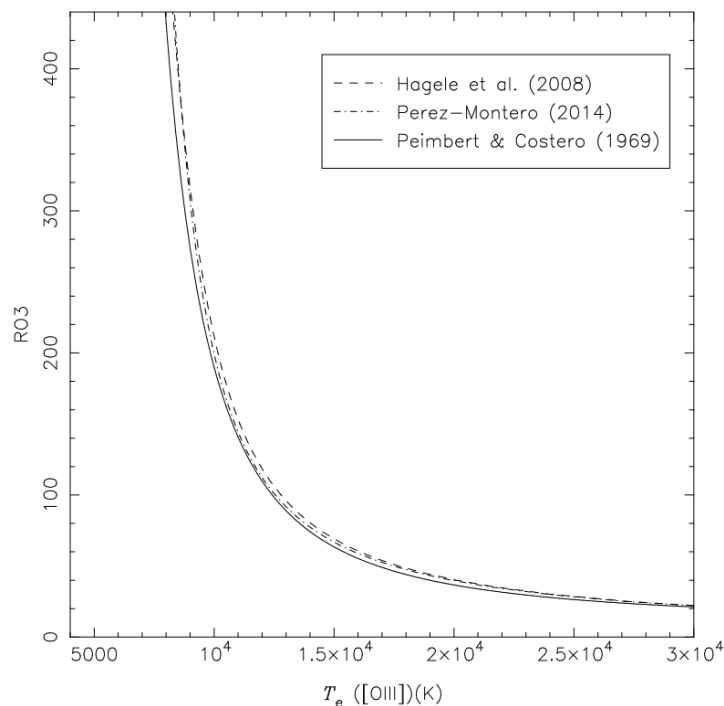
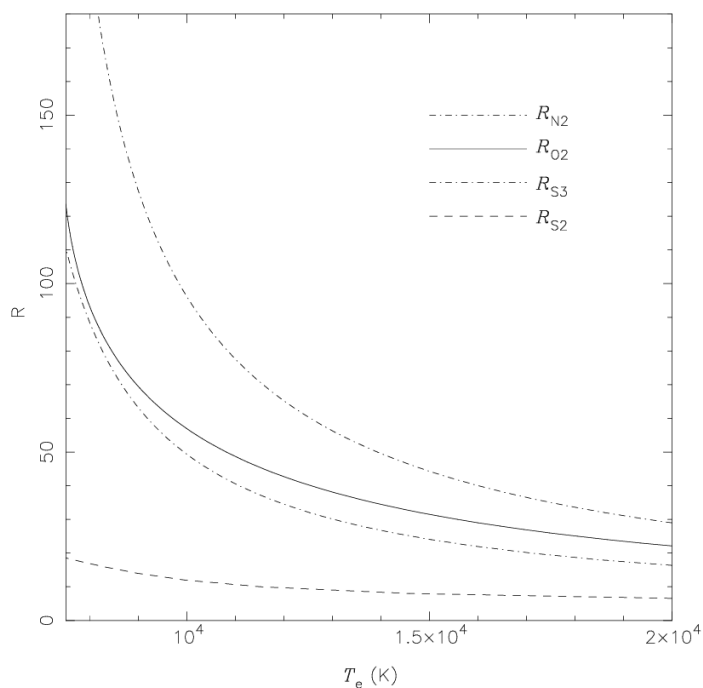


Figura 9 – Relação entre as diferentes razões de linhas ( $R$ ) e a  $T_e$ .



Fonte: Adaptado de Peimbert & Costero (1969), Hagele et al. (2008), Pérez-Montero et al. (2013)

Para AGNs, o método- $T_e$  foi modificado com base no estudo de Dors et al. (2020), onde os autores utilizam modelos de fotoionização simulando NLRs, com o objetivo de estimar a abundância do oxigênio nessas regiões. Para este método- $T_e$ , utilizou-se a relação teórica entre a  $T_e$  do íon [O III] ( $t_{O^{2+}}$ )<sup>6</sup> e do íon [O II] ( $t_{O^+}$ ), fornecida pela equação:

$$t_{O^+} = (a \times t_{O^{2+}}^3) + (b \times t_{O^{2+}}^2) + (c \times t_{O^{2+}}) + d, \quad (2.1)$$

sendo  $a = 0,17$ ,  $b = -1,07$ ,  $c = 2,07$  e  $d = -0,33$ , e  $t$  representa a temperatura em unidades de  $10^4$  K.

Neste método,  $t_{O^{2+}}$  é determinada a partir da razão de intensidade entre as linhas de emissão,  $R_{O3} = [\text{O III}](\lambda 4959 + \lambda 5007)/\lambda 4363$ . Com os valores de  $t_{O^{2+}}$  obtidos, emprega-se a equação 2.1 para estimar a temperatura associada à região de [O II] ( $t_{O^+}$ ). Em seguida, as abundâncias iônicas são calculadas utilizando as equações empíricas derivadas por Hagele et al. (2008):

$$\begin{aligned} 12 + \log(\text{O}^+/\text{H}^+) &= \log \frac{I(3727)}{I(\text{H}\beta)} + 5,992 + \\ &+ \frac{1,583}{t_{O^+}} - 0,681 \log t_{O^+} \\ 12 + \log(\text{O}^{2+}/\text{H}^+) &= \log \frac{I(4959 + 5007)}{I(\text{H}\beta)} + 6,144 + \\ &+ \frac{1,251}{t_{O^{2+}}} - 0,550 \log t_{O^{2+}}. \end{aligned} \quad e$$

Após a determinação das abundâncias iônicas, é realizado o cálculo da abundância total, onde soma-se todos os estágios de ionização do elemento. Contudo, nem todos os estágios de ionização apresentam linhas de emissão detectáveis na faixa óptico, o que impossibilita a obtenção direta das abundâncias em todos os estados de ionização. Para contornar essa limitação, utilizam-se o fator de correção de ionização (ICF, do inglês *Ionization Correction Factor*).

No estudo de Dors et al. (2020), o  $\text{ICF}(\text{O})$ <sup>7</sup> foi considerado a partir do trabalho de Torres-Peimbert & Peimbert (1977) para nebulosa planetária:

$$\text{ICF}(\text{O}) = \frac{N(\text{He}^+ + \text{He}^{2+})}{N(\text{He}^+)}, \quad (2.2)$$

onde  $N$  representa a abundância.

<sup>6</sup> De modo a manter a nomenclatura expressa nos artigos mencionados,  $t_{O^{2+}}$  refere-se a  $T_e$  do íon [O III]. O mesmo se aplica para  $t_{O^+}$ .

<sup>7</sup> Notação que se refere ao ICF do Oxigênio.

Essa expressão fundamenta-se na proximidade entre os potenciais de ionização de He I e O III, ambos em torno de 54 eV<sup>8</sup>. Para o cálculo da abundância iônica de hélio em cada objeto, foram empregadas as relações propostas por Izotov, Thuan & Lipovetsky (1994)<sup>9</sup>:

$$\frac{\text{He}^+}{\text{H}^+} = [0,738 \times t_e^{0,23}] \times \frac{\text{He I}\lambda 5876}{\text{H}\beta} \quad (2.3)$$

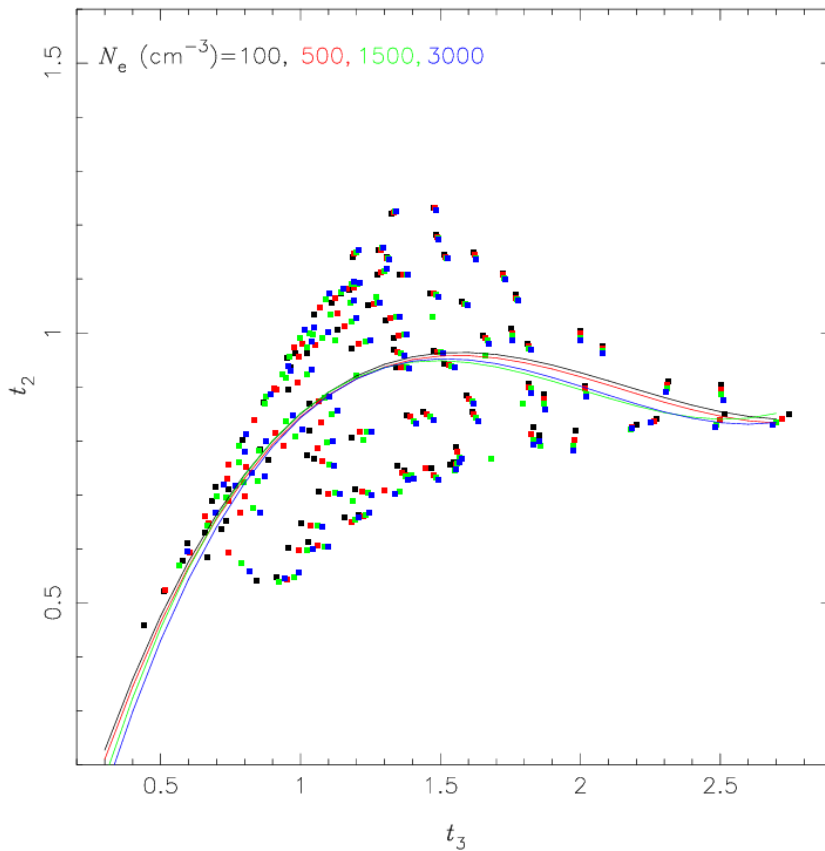
e

$$\frac{\text{He}^{2+}}{\text{H}^+} = [0,084 \times t_e^{0,14}] \times \frac{\text{He II}\lambda 4686}{\text{H}\beta}. \quad (2.4)$$

Sendo  $t = t_{\text{O}^{2+}}$ .

Além disso, modelos de fotoionização foram construídos, para calcular o ICF(O) e as abundâncias iônicas e totais de oxigênio. Os valores de ICF(O) obtidos situam-se entre aproximadamente 1,0 e 1,4, sendo ligeiramente inferiores aos previstos por modelos de fotoionização, que apresentam variação de cerca de 1,2 a 2,2 (Dors et al., 2020).

Figura 10 – Relação entre as temperaturas  $t_2$  ( $t_{\text{O}^+}$ ) e  $t_3$  ( $t_{\text{O}^{2+}}$ ). Os pontos representam os resultados da grade do modelo de fotoionização de Dors et al. (2020). As curvas representam os ajustes (ver Eq. 2.1) aos resultados do modelo de fotoionização considerando diferentes valores de densidade eletrônica.



Fonte: Dors et al. (2020)

<sup>8</sup> Os valores dos potenciais de ionização de átomos e íons está disponível em: <https://websites.umich.edu/~cowley/ionen.htm>.

<sup>9</sup> Os termos entre colchetes nas equações representam as razões entre as emissividades das linhas de emissão, apresentando dependência pouco acentuada em relação à temperatura eletrônica.

A Figura 10 mostra que  $t_2$  cresce em função de  $t_3$  até que este alcance valores próximos de 1,5, mantendo-se aproximadamente constante para temperaturas eletrônicas superiores. Resultado semelhante foi obtido por Pérez-Montero & Contini (2009), que utilizaram estimativas diretas de  $t_3$  em regiões H II e aplicaram a relação proposta por Thurston, Edmunds & Henry (1996) para determinar  $t_2$ .

Embora o método- $T_e$  seja considerado o mais preciso, ele apresenta uma limitação significativa: a necessidade de medir linhas aurorais<sup>10</sup>, como [O III] $\lambda$ 4363, com uma razão sinal/ruído (S/N) superior a 2. Essas linhas, por sua natureza, são fracas, apresentando intensidades cerca de 100 vezes menores que H $\beta$ . Como exemplo, entre os 463 AGNs ( $z < 0,4$ ) selecionados no banco de dados do SDSS por Dors et al. (2020), apenas cerca de 100 objetos tiveram a linha [O III] $\lambda$ 4363 detectada, com S/N > 2. Quando o método- $T_e$  não pode ser aplicado devido a essa limitação, métodos indiretos são utilizados para a determinação das abundâncias.

### 2.4.2 Método indireto

O método das linhas fortes, também denominado método indireto, é uma alternativa amplamente utilizada na determinação de metalicidades, especialmente em casos onde o método- $T_e$  não pode ser empregado. Neste método, utilizam-se intensidades de linhas de emissão proeminentes e facilmente detectáveis tanto em SFs quanto em AGNs.

Esse método foi inicialmente desenvolvido por Pagel et al. (1979), com base na proposta original de Jensen, Strom & Strom (1976), que sugeriram uma calibração entre a razão de linhas  $R_{23} = ([\text{O II}]\lambda 3727 + [\text{O III}]\lambda 4959 + \lambda 5007) / \text{H}\beta$  e a abundância de oxigênio (O/H) em regiões H II. De modo geral, este método assume que as abundâncias iônicas  $\text{O}^+/\text{H}^+$  e  $\text{O}^{2+}/\text{H}^+$  são proporcionais às intensidades relativas das linhas  $[\text{O II}]\lambda 3727/\text{H}\beta$  e  $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ , respectivamente. Assim, a abundância total de oxigênio (O/H) pode ser expressa como uma função das razões mencionadas e da temperatura eletrônica ( $T_e$ ), ou, conforme sugerido por Pagel et al. (1979), como  $\text{O}/\text{H} = f(R_{23}, T_e)$ .

Como a relação que define o método envolve diretamente a abundância de oxigênio (O/H), sua dependência com a temperatura eletrônica ( $T_e$ ) permite classificar o tipo de calibração empregada, que pode ser:

- **Empírica:** quando  $T_e$  é determinada diretamente, utilizando o método- $T_e$ ;
- **Teórica:** quando a relação entre O/H e  $R_{23}$  é derivada com base em modelos de fotoionização.

<sup>10</sup> As linhas aurorais correspondem a emissões fracas resultantes de transições eletrônicas proibidas. Elas são de grande relevância, pois sua intensidade apresenta forte dependência com a temperatura eletrônica do gás.

Cada tipo de calibração apresenta limitações. A calibração empírica, por exemplo, requer um conjunto de estimativas diretas de O/H para objetos com uma ampla gama de metalicidade e grau de ionização. Enquanto que as calibrações teóricas estão sujeitas a incertezas provenientes dos modelos de fotoionização, incluindo parâmetros atômicos, processos físicos e a geometria dos modelos.

A partir da proposta original por [Pagel et al. \(1979\)](#), diversas calibrações têm sido desenvolvidas com o objetivo de relacionar razões de intensidades de linhas de emissão com a abundância do oxigênio (O/H) (e.g. [Alloin et al. \(1992\)](#), [Edmunds & Pagel \(1984\)](#), [McCall, Rybski & Shields \(1985\)](#), [McGaugh \(1991\)](#), [Zaritsky, Kennicutt Jr. & Huchra \(1994\)](#), [Denicoló, Terlevich & Terlevich \(2002\)](#), [Pettini & Pagel \(2004\)](#), [Dors & Copetti \(2005\)](#), [Marino et al. \(2013\)](#), [Pilyugin & Grebel \(2016\)](#), entre outros). Apesar do amplo uso desse método para determinar abundâncias químicas em SFs, sua aplicação em AGNs ainda é, relativamente, limitada na literatura. O primeiro estudo significativo nessa área foi realizado por [Storchi-Bergmann et al. \(1998\)](#), onde desenvolveram duas calibrações teóricas para estimar a abundância de oxigênio (O/H) em núcleos Seyfert.

O estudo de [Castro et al. \(2017\)](#) também trouxe contribuições relevantes para a determinação da abundância de oxigênio (O/H) em núcleos Seyfert, ao propor uma nova calibração teórica específica para esses objetos. Analisando uma amostra de 58 galáxias Seyfert, os autores utilizaram uma grade de modelos de fotoionização gerados com o código CLOUDY para estabelecer uma relação entre a metalicidade ( $Z$ ) e o índice  $N2O2 = [\text{N II}]\lambda 6584 / [\text{O II}]\lambda 3727$ . Os resultados indicaram que as abundâncias de oxigênio variam no intervalo  $0,3 \leq Z/Z_{\odot} \leq 2,0$ , com valor médio próximo à abundância solar. A partir disso, os autores sugerem que os núcleos Seyfert não apresentam um enriquecimento químico significativamente distinto daquele observado em regiões H II com alta metalicidade, geralmente localizadas nas regiões internas de galáxias espirais.

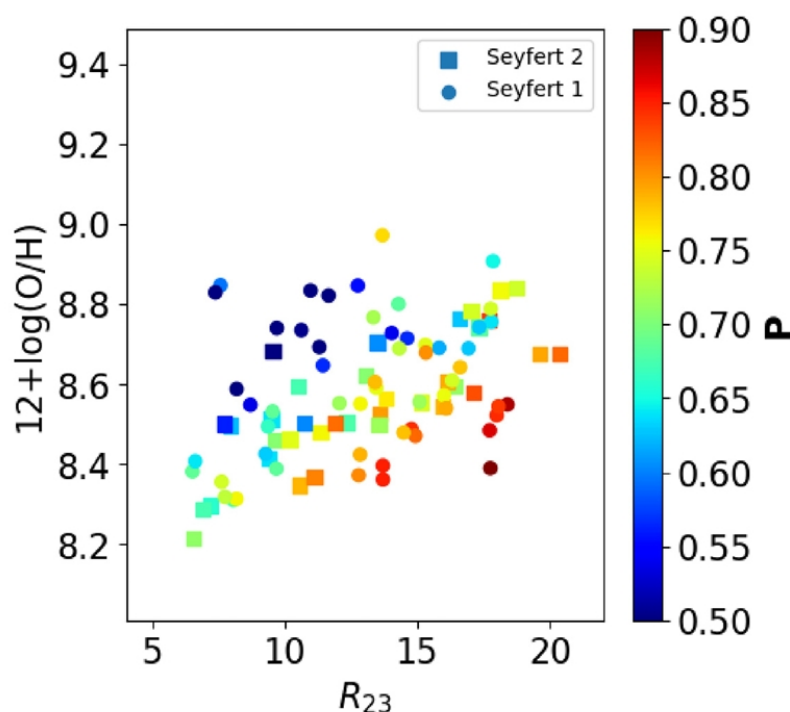
Com base nesse trabalho, [Carvalho et al. \(2020\)](#) analisaram uma amostra significativamente maior, composta por 463 galáxias Seyfert com *redshift*  $z < 0,4$ . A partir de uma grade de modelos de fotoionização, os autores propuseram uma calibração semi-empírica entre o índice  $N2 = [\text{N II}]\lambda 6584 / \text{H}\beta$  e a metalicidade  $Z$ , válida no intervalo  $0,3 \leq Z/Z_{\odot} \leq 2,0$ . Esse tipo de calibração consiste em comparar as intensidades de linhas observacionais com os resultados teóricos dos modelos, permitindo a construção de pares  $(R, Z)$ , nos quais  $R$  representa uma razão de linhas e  $Z$  a metalicidade correspondente.

No estudo de [Dors \(2021\)](#), foi introduzida, pela primeira vez, uma calibração empírica bidimensional voltada à estimativa da abundância de oxigênio em núcleos Seyfert. Os autores analisaram dados observacionais de 91 galáxias desse tipo, aplicando o método- $T_e$  para determinar as abundâncias de O/H. Com base nesses resultados, desenvolveram uma calibração que relaciona a abundância de oxigênio aos índices  $P$  e  $R_{23}$ . O índice  $P$  é

definido como  $O32/(1 + O32)$ , em que  $O32$  representa a razão entre as intensidades das linhas de emissão  $[O\ III]\lambda 5007$  e  $[O\ II]\lambda 3727$ . A inclusão do parâmetro  $P$  é fundamental, uma vez que razões de linhas como  $R_{N2}$  e  $R_{23}$  não dependem exclusivamente da metalicidade ( $Z$ ), mas também do grau de ionização do gás, conforme já apontado por [McGaugh \(1991\)](#).

Na Figura 11, é ilustrada a relação entre  $O/H$  e  $R_{23}$  conforme a calibração de [Dors \(2021\)](#). A coloração dos pontos no gráfico indica diferentes valores do parâmetro  $P$ , que representa o grau de ionização do gás.

Figura 11 – Abundância do oxigênio (em unidades de  $12 + \log O/H$  e obtidos via o método- $T_e$  versus  $R_{23} = ([O\ II]\lambda 3727 + [O\ III]\lambda 4959 + \lambda 5007)/H\beta$ ) obtido de intensidades de linhas de emissão observacionais de AGNs. As cores representam objetos com valores distintos de  $P$ .



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

Os resultados deste estudo indicaram que as galáxias Seyfert analisadas apresentavam abundâncias de oxigênio no intervalo  $8,0 \leq 12 + \log(O/H) \leq 9,2$ , refletindo uma variação significativa na metalicidade, equivalente a  $0,2 \leq Z/Z_{\odot} \leq 3,0$ . A calibração proposta mostrou excelente concordância com os valores obtidos pelo método direto, com uma discrepância média de apenas  $\sim 0,01$  dex, evidenciando a precisão e a robustez do método empírico desenvolvido.

## 2.5 Determinação da abundância de He

A abundância total de hélio em relação ao hidrogênio é comumente definida como  $y = N(\text{He})/N(\text{H})$ , onde  $N$  representa o número de átomos. Essa abundância resulta da contribuição dos diferentes estados de ionização do hélio e pode ser decomposta da seguinte forma:

$$y = y^0 + y^+ + y^{2+}, \quad (2.5)$$

sendo:

- $y^0 = N(\text{He}^0)/N(\text{H}^+ + \text{H}^0)$ ,
- $y^+ = N(\text{He}^+)/N(\text{H}^+ + \text{H}^0)$  e
- $y^{2+} = N(\text{He}^{2+})/N(\text{H}^+ + \text{H}^0)$ .

Em SFs, as razões de abundância de hélio em relação ao hidrogênio, expressas como  $y^+$  e  $y^{2+}$ , são geralmente estimadas de forma direta por meio das relações derivadas por [Izotov, Thuan & Lipovetsky \(1994\)](#) (ver equações 2.3 e 2.4).

A estimativa da fração neutra ( $y^0$ ) só pode ser obtida de forma indireta, sendo geralmente inferida por meio de ICFs. Esse ICF pode ser derivado a partir de modelos de fotoionização, como proposto por [Dors et al. \(2022\)](#), ou através de abordagens empíricas, como a relação  $(\text{He}^0)/(\text{He}) = (\text{S}^+)/(\text{S})$ , sugerida por [Peimbert, Torres-Peimbert & Ruiz \(1992\)](#). Essa última, baseia-se na suposição de que o comportamento do hélio neutro acompanha, em primeira ordem, a distribuição dos íons de enxofre no gás ionizado. Ambas abordagens indicam que  $y^0$  é, em média, aproximadamente 3% em SFs (e.g. [Méndez-Delgado et al., 2022](#)) e cerca de 50% em AGNs (e.g. [Dors et al., 2022](#)).

Com os modelos de fotoionização gerados com o código CLOUDY ([Ferland et al., 2013](#)) neste estudo, foi possível construir o diagrama da Figura 12 ([Dors et al., 2022](#)). No eixo  $x$ , é mostrada a razão entre as abundâncias iônicas  $y^+/y^{2+}$ ; o eixo  $y$  apresenta o logaritmo do parâmetro de ionização  $\log(U)$ ; e o eixo  $z$  exibe os valores correspondentes do ICF para  $y^0$  (eq. 2.6).

$$\text{ICF}(y^0) = \frac{y^0 + y^+ + y^{2+}}{y^+ + y^{2+}}. \quad (2.6)$$

O parâmetro de ionização ( $\log U$ ) é uma grandeza adimensional que quantifica a razão entre a densidade de fótons ionizantes e a densidade de elétrons no gás. Ele é definido pela equação:

$$U = \frac{Q(\text{H})}{4\pi r^2 N_e c}, \quad (2.7)$$

onde  $Q(H)$  representa a taxa de emissão de fótons ionizantes pela fonte central (em  $s^{-1}$ ),  $r$  é a distância entre a fonte ionizante e a face iluminada da nuvem,  $N_e$  é a densidade eletrônica do gás (em  $cm^{-3}$ ) e  $c$  é a velocidade da luz no vácuo.

Esse parâmetro pode ser estimado de forma prática por meio da calibração semi-empírica proposta por [Carvalho et al. \(2020\)](#), expressa por:

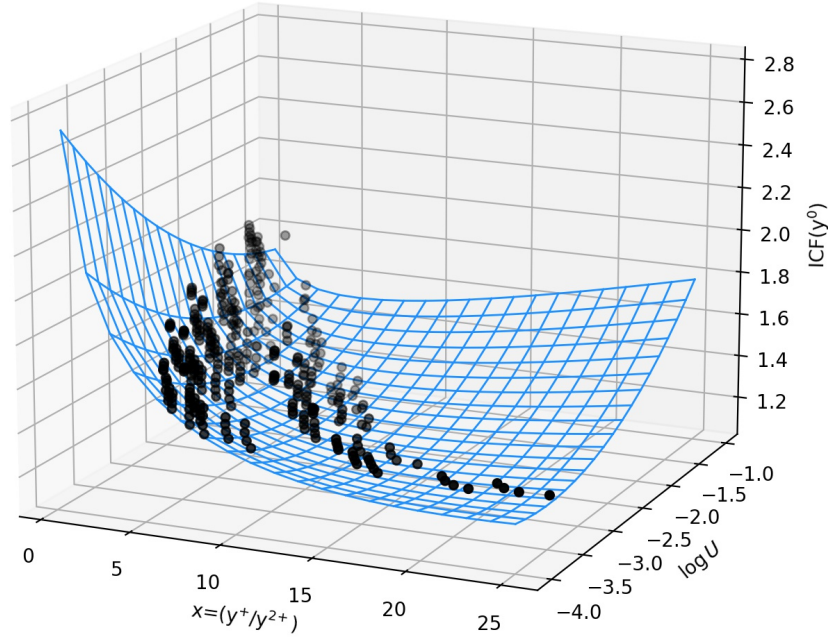
$$\log U = (0,57 \pm 0,01), r^2 + (1,38 \pm 0,01), r - (3,14 \pm 0,01), \quad (2.8)$$

sendo  $r = \log([O\ III]\lambda 5007/[O\ II]\lambda 3727)$ .

Adicionalmente, a superfície ajustada aos dados é dada por:

$$\begin{aligned} z = & [(0,14 \pm 0,01) \times \ln(x) \times w] + [(0,09 \pm 0,01) \times w^2] \\ & + [(0,03 \pm 0,01) \times x] + [(0,18 \pm 0,07) \times w] + [(1,71 \pm 0,08)], \end{aligned} \quad (2.9)$$

Figura 12 – Calibração bi-paramétrica entre  $ICF(y^0)$ ,  $x = y^+/y^{2+}$  e o logaritmo do parâmetro de ionização ( $\log U$ ). Os pontos representam os resultados dos modelos de fotoionização, enquanto  $ICF(y^0)$  é definido pela Equação 2.6. A superfície ajustada aos dados segue a relação descrita na Equação 2.9.



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

Seguindo esta metodologia, [Dors et al. \(2022\)](#) estimaram a abundância de hélio para uma grande amostra de SFs e núcleos Seyfert 2<sup>11</sup>, obtendo os seguintes intervalos.

- Para SFs, os valores encontrados foram:  $10,70 \lesssim [12 + \log(y)] \lesssim 11,10$ , com uma média de  $\langle 12 + \log(y) \rangle = 10,92 \pm 0,05$ .

<sup>11</sup> Esta amostra é melhor descrita no Capítulo 4

- Para Seyfert 2, os valores variaram entre:  $10,80 \lesssim [12 + \log(y)] \lesssim 11,40$ , com uma média de  $\langle 12 + \log(y) \rangle = 11,11 \pm 0,11$ .

A partir deste estudo, observa-se que, em média, as galáxias Seyfert 2 exibem uma abundância de hélio aproximadamente duas vezes maior do que as regiões de formação estelar. Entretanto, esse resultado reflete o fato de que [Dors et al. \(2022\)](#) empregaram uma amostra de regiões de formação estelar com metalicidade inferior à da amostra de AGNs.

## 3 MOTIVAÇÃO E OBJETIVOS

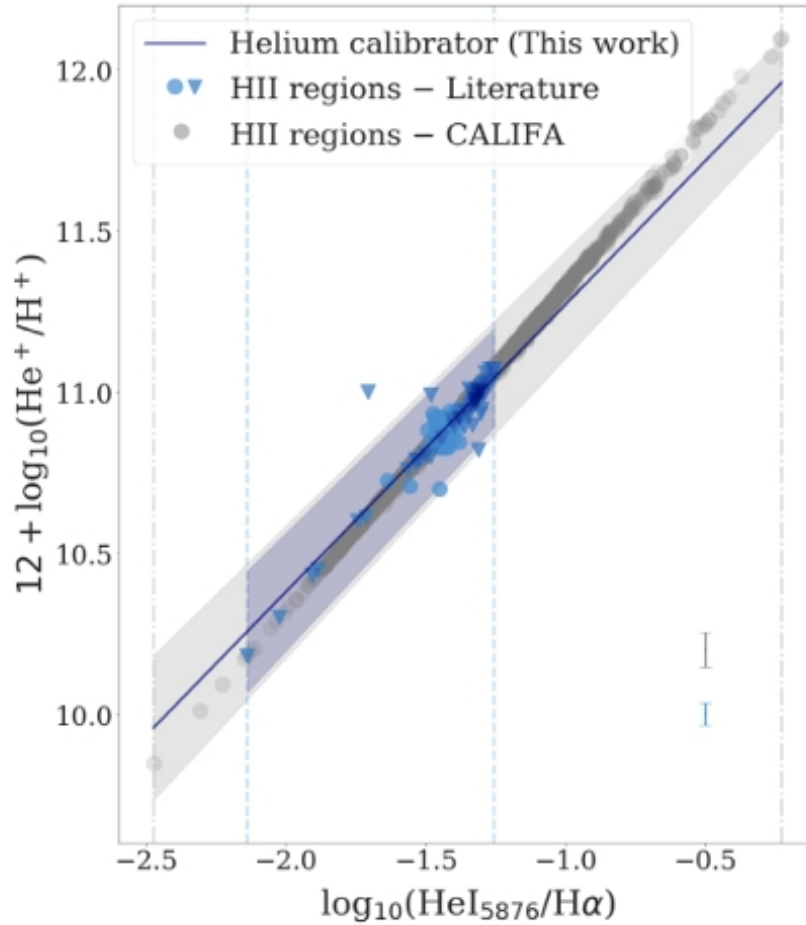
### 3.1 Motivação

Diante do panorama teórico apresentado, observa-se que a maioria dos estudos sobre a determinação da abundância química em AGNs concentra-se na abundância total de oxigênio (O/H) em Seyferts, com alguns exemplos sendo os estudos de [Storchi-Bergmann et al. \(1998\)](#), [Dors et al. \(2014\)](#), [Castro et al. \(2017\)](#), [Carvalho et al. \(2020\)](#) e [Dors \(2021\)](#). Apenas alguns recentes trabalhos têm se dedicado ao estudo da abundância de outros elementos nestes objetos, como os estudos de [Armah et al. \(2021\)](#), [Monteiro & Dors \(2021\)](#), [Dors et al. \(2023\)](#), porém, utilizando o método- $T_e$ .

A ausência de calibrações específicas voltadas à estimativa das abundâncias de elementos distintos do oxigênio (O/H) em núcleos Seyfert representa uma lacuna na literatura, a qual constituiu uma das motivações centrais para a realização do presente estudo. Dentro desse contexto, o hélio é um elemento que, apesar de exibir linhas de emissão no espectro óptico (e.g. He I  $\lambda$ 5876 e He II  $\lambda$ 4686), tem recebido relativamente pouca atenção no desenvolvimento de calibrações voltadas à estimativa de sua abundância.

Em SFs, o estudo de [Valerdi et al. \(2021\)](#) foi pioneiro ao apresentar uma calibração entre a razão de linhas He I  $\lambda$ 5876/ $H\alpha$  e a abundância iônica  $He^+/H^+$ . A Figura 13 mostra essa calibração, evidenciando uma correlação positiva entre a abundância de  $He^+/H^+$  e a intensidade relativa da linha He I em relação a  $H\alpha$ .

Figura 13 – Relação entre o logaritmo da abundância de  $\text{He}^+/\text{H}^+$  e a razão de linhas  $\text{He I}\lambda 5876/\text{H}\alpha$ . Pontos representam estimativas diretas de  $\text{He}^+/\text{H}^+$  para regiões H II e seu correspondente valor de  $\text{He I}/\text{H}\alpha$ . Linhas representam o ajuste sobre os pontos, enquanto a área as incertezas nestes.



Fonte: Valerdi et al. (2021)

Em AGNs, a determinação da abundância química de hélio foi impulsionada pelo trabalho de Dors et al. (2022), que aplicaram o método direto para estimar a razão total  $\text{He}/\text{H}$  em uma amostra de 65 galáxias Seyfert no universo local. O conjunto de dados observacionais utilizado pelos autores incluiu as linhas de emissão  $\text{He I}\lambda 5876$  e  $\text{He II}\lambda 4686$ , bem como a linha auroral  $[\text{O III}]\lambda 4363$ , cuja presença foi essencial para a obtenção de estimativas confiáveis da abundância de  $\text{He}/\text{H}$ , com incertezas inferiores a aproximadamente 0,1 dex.

Outro aspecto relevante é que grande parte dos estudos faz uso de linhas excitadas colisionalmente (e.g.,  $R_{23}$ ), cuja intensidade depende fortemente da temperatura eletrônica. A dificuldade em obter medições precisas de  $T_e$  pode introduzir vieses significativos nas estimativas de abundâncias. Sob essa perspectiva, as calibrações baseadas em linhas de recombinação apresentam uma vantagem notável, pois são consideravelmente menos sensíveis à temperatura eletrônica (Osterbrock; Ferland, 2006). Como resultado, as abundâncias derivadas dessas linhas tendem a ser mais precisas, por serem menos afetadas

pelas incertezas inerentes à determinação de  $T_e$ .

Em complemento ao exposto, outro fato que motivou a construção das calibrações deste trabalho foi a crescente viabilidade de observações em altos redshifts ( $z \gtrsim 6$ ), que reforça a importância do desenvolvimento de calibrações mais precisas. Observações recentes, como as realizadas por Ji et al. (2024) com o *James Webb Space Telescope* (JWST), permitiram a detecção de linhas de emissão, incluindo He I $\lambda$ 5876 e H $\beta$ , no sistema GS 3073, com redshift  $z \sim 5,5$ . Tais avanços demonstram que a análise da abundância de hélio pode oferecer informações relevantes sobre o enriquecimento químico nos estágios iniciais da evolução dos AGNs.

## 3.2 Objetivos

A calibração empírica para estimar a abundância de hélio em AGNs tipo Seyfert 2, constituiu o principal objetivo deste trabalho. A partir dessa calibração, foi possível estipular os objetivos específicos, sendo eles:

- Utilizar a calibração obtida para derivar a abundância de He/H em uma ampla amostra de galáxias Seyfert 2 no universo local;
- Construir uma calibração para SFs, utilizando a mesma metodologia;
- Comparar esses resultados com os obtidos em SFs, permitindo investigar se essas classes distintas de objetos apresentam padrões semelhantes de enriquecimento de hélio no ISM;
- Aplicar as calibrações desenvolvidas a dados provenientes de outras fontes, com o objetivo de validar a eficiência dos calibradores e, simultaneamente, traçar o gradiente de abundância de hélio nas galáxias.

# 4 DADOS OBSERVACIONAIS E CÁLCULO DE HE/H

A construção da calibração empírica proposta utilizou as intensidades das razões de linhas He  $\lambda$ 5876/H $\beta$  no intervalo óptico [ $3000 < \lambda(\text{Å}) < 7000$ ] e as estimativas de abundância de He/H para regiões de linhas estreitas (NLRs) de núcleos Seyfert 2 ( $y = \text{He}/\text{H}$ ).

Para isso, foi utilizada uma amostra composta por razões de linhas observadas. Essa seleção foi construída a partir da combinação de espectros obtidos pelo *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS; York et al., 2000), nas versões DR7<sup>1</sup> e DR15<sup>2</sup>, complementados por dados disponíveis na literatura.

O processo de seleção da amostra é descrito na Seção 4.1, enquanto a metodologia adotada para as estimativas diretas da abundância de hélio é apresentada na Seção 4.2. Além disso, todas as tabelas contendo os dados observacionais, bem como as estimativas de abundância extraídas do artigo de Dors et al. (2022), estão apresentadas integralmente no Apêndice desta dissertação.

## 4.1 Dados observacionais

A seleção dos objetos seguiu a metodologia adotada por Dors et al. (2022), baseada parcialmente na amostra analisada em Dors et al. (2020). Nesse estudo, os autores utilizaram dados espectroscópicos obtidos a partir do SDSS-DR15 (Abazajian et al., 2009), complementados por medições compiladas de diferentes trabalhos disponíveis na literatura. No artigo de 2022, foram considerados apenas os objetos cujos espectros apresentassem razão sinal-ruído (S/N) superior a 2 para as seguintes linhas de emissão: [O II] $\lambda$ 3727, [O III] $\lambda$ 4363, H $\beta$ , He II $\lambda$ 4686, [O III] $\lambda$ 5007, He I $\lambda$ 5876, [O I] $\lambda$ 6300, H $\alpha$ , [N II] $\lambda$ 6584 e [S II] $\lambda$ 6716, 6731.

Cada espectro foi corrigido pela extinção utilizando a lei de Cardelli & Clayton (1989). Para a extinção interestelar galáctica, foram considerados os valores fornecidos por Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998) e calibrados por Schlafly & Finkbeiner (2011), extraídos com o auxílio da ferramenta GALExtin do VOTool. Para obter os espectros nebulares puros, foi necessário subtrair o contínuo da população estelar, o que foi feito com o código STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005; Cid Fernandes et al., 2006; Cid

<sup>1</sup> <https://wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/SDSS/DR7/>

<sup>2</sup> <https://dr15.sdss.org/optical/spectrum/search>

Fernandes et al., 2007). Esse código permite ajustar o espectro observado por meio de uma combinação de Populações Estelares Simples (SSPs), excluindo as linhas de emissão.

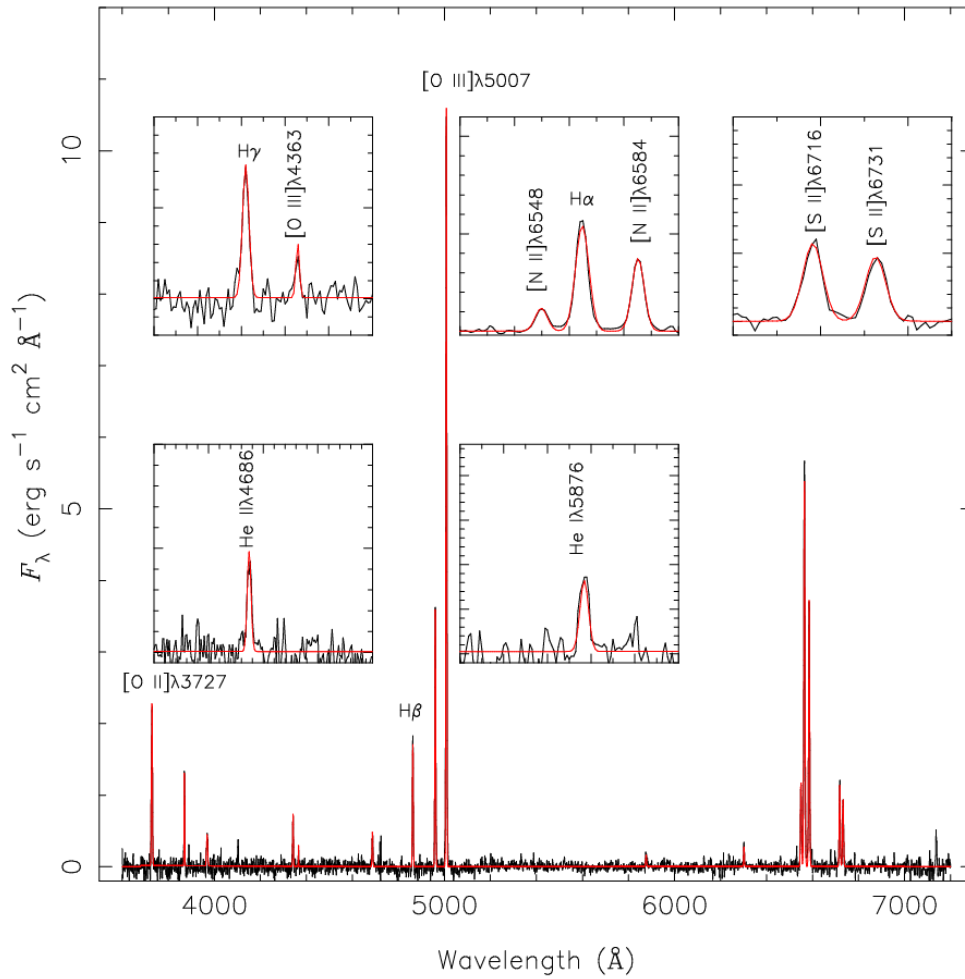
Utilizou-se uma base de 45 espectros sintéticos de SSP com três diferentes metalidades [ $Z = 0,004, 0,02 (Z_{\odot})$  e  $0,05$ ], abrangendo 15 idades que variam de 1 Mano a 13 Gano, extraídos dos modelos de síntese evolutiva de Bruzual & Charlot (2003). Antes de realizar o ajuste das linhas, os espectros SSP foram convoluídos com uma função gaussiana elíptica para igualar a resolução espectral dos dados observacionais (Krabbe et al., 2011; Krabbe et al., 2017).

Após a obtenção dos espectros nebulares puros, as linhas de emissão foram ajustadas utilizando o pacote público IFSCUBE (Ruschel-Dutra; Oliveira, 2020; Ruschel-Dutra; Oliveira; AL., 2021). Cada linha de emissão foi modelada por uma função Gaussiana simples, considerando um polinômio de terceiro grau.

As incertezas nos fluxos foram estimadas através de 100 iterações de simulações de Monte Carlo nos ajustes das linhas de emissão, considerando o desvio padrão dos fluxos obtidos. Os fluxos também foram corrigidos pela extinção, conforme o procedimento descrito por Riffel et al. (2021), utilizando a razão de linhas  $H\alpha/H\beta$  para estimar a extinção visual. Para isso, assumiu-se o valor teórico  $H\alpha/H\beta = 2,86$ , conforme proposto por Hummer & Storey (1987) para uma temperatura de 10 000 K e densidade eletrônica de  $100 \text{ cm}^{-3}$ .

De todos os objetos disponíveis no banco de dados do SDSS-DR15, foram selecionados 10 objetos classificados como AGNs. Na Figura 14 é apresentado um exemplo de um espectro nebuloso puro de uma galáxia Seyfert 2 (em preto), acompanhado do ajuste realizado pelo software IFSCUBE (em vermelho).

Figura 14 – Espectro óptico de um dos núcleos Seyfert 2 da amostra



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

Além dos dados provenientes do SDSS, foram compilados fluxos de linhas de emissão de núcleos Seyfert 2 a partir de diferentes estudos disponíveis na literatura. Aos objetos adicionais foram aplicados os mesmos critérios de seleção adotados para os dados do SDSS.

A amostra inicial era composta por 94 núcleos Seyfert 2, cujas intensidades de linhas já se encontravam corrigidas nos trabalhos originais. Nos casos em que essa correção não era fornecida, aplicou-se o mesmo procedimento adotado para os espectros do SDSS.

Como muitas das medições de linhas de emissão compiladas da literatura não forneciam informações sobre as respectivas incertezas, adotou-se erros padrão estimados: 10% para as linhas de maior intensidade (por exemplo, [O III] $\lambda$ 5007) e 20% para as linhas mais fracas, como [O III] $\lambda$ 4363, He II $\lambda$ 4686 e He I $\lambda$ 5876, conforme derivado por [Kraemer et al. \(1994\)](#).

Para a classificação dos objetos em AGNs e SFs, utilizou-se o critério proposto por [Kewley et al. \(2001\)](#), na qual objetos com

$$\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta) > \frac{0,61}{\log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha) - 0,47} + 1,19 \quad (4.1)$$

são AGNs, caso contrário, SFs.

Além disso, aplicou-se o critério de [Fernandes et al. \(2010\)](#), onde objetos com

$$\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta) > 0,47 + \log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha) \times 1,10, \quad (4.2)$$

são classificados como AGNs, caso contrário, LINERs.

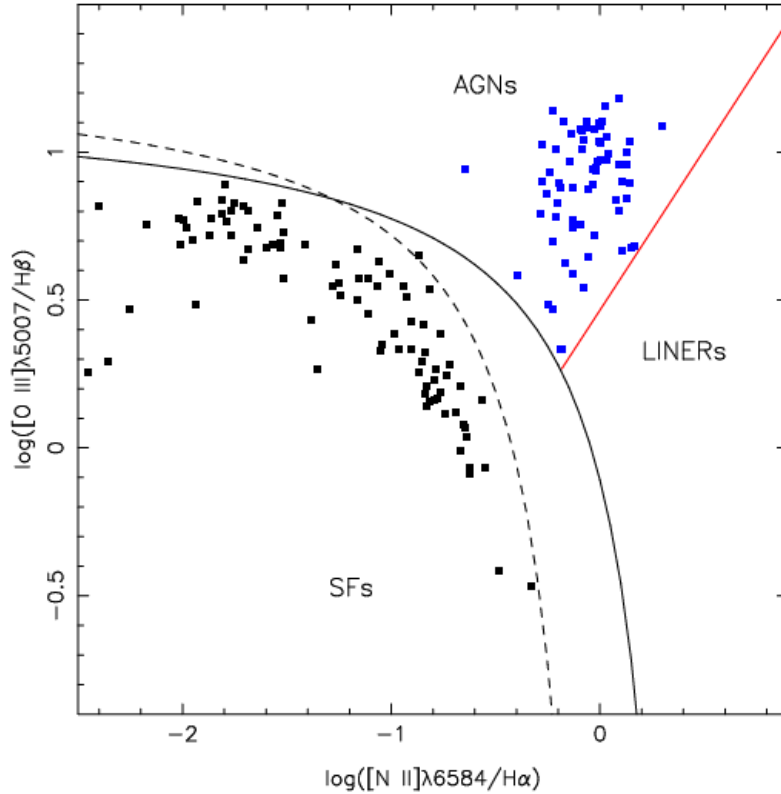
Por fim, para separar AGNs de objetos compostos (AGN+SF), utilizou-se o critério empírico de [Kauffmann et al. \(2003\)](#), onde objetos com

$$\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta) < \frac{0,61}{\log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha) - 0,05} + 1,3. \quad (4.3)$$

são SF, caso contrário, pode ser um AGN ou um "objeto de transição" (com possível contribuição de um AGN).

Tais critérios são amplamente adotados na construção de diagramas diagnósticos, como no clássico diagrama proposto por [Baldwin, Phillips & Terlevich \(1981\)](#), amplamente conhecido como diagrama BPT. A Figura 15 apresenta esse diagrama aplicado aos dados da amostra descrita anteriormente.

Figura 15 – Diagrama diagnóstico  $\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta)$  versus  $\log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$  proposto por Baldwin, Phillips & Terlevich (1981). Os pontos azuis correspondem aos núcleos Seyfert 2 da amostra final, enquanto os pontos pretos representam regiões de formação estelar cujos dados foram obtidos da literatura. A curva sólida indica o critério de Kewley et al. (2001) (Eq. 4.1), enquanto a curva tracejada representa o critério proposto por Kauffmann et al. (2003) (Eq. 4.3). Já a linha vermelha corresponde ao critério estabelecido por Fernandes et al. (2010) (Eq. 4.2).



Fonte: Dors et al. (2022)

Com essa seleção, a amostra foi reduzida para 65 núcleos Seyfert 2 com redshift  $z \lesssim 0,2$ . As intensidades das linhas de emissão, normalizadas a  $\text{H}\beta = 1,0$ , estão listadas na Tabela 1 do Apêndice desta dissertação<sup>3</sup>.

## 4.2 Cálculo de He/H

Considerando que o hélio se encontra majoritariamente nos estados de simples e dupla ionização, adotou-se o modelo de duas zonas, proposto por Valerdi, Peimbert & Peimbert (2021). Esse modelo pressupõe que o gás ionizado está distribuído em duas regiões distintas: uma de alta ionização, na qual predomina o íon  $\text{He}^{2+}$ , e outra de baixa ionização, caracterizada pela presença dominante de  $\text{He}^+$ .

A temperatura da região de alta ionização ( $t_{\text{high}}$ ) foi estimada individualmente para cada objeto da amostra, com base na relação entre a temperatura eletrônica e a razão

<sup>3</sup> A tabela "**Table 1.** Reddening corrected emission line intensities (in relation to  $\text{H}\beta = 1.0$ ) of the Seyfert 2 sample described in Sect.2.1", das páginas 17 e 18 do artigo de Dors et al. (2022).

das intensidades das linhas [O III] ( $1,33 \times \lambda 5007$ )/ $\lambda 4363$ . Para essa estimativa, adotou-se o valor convencional de 0,33 para a razão [O III] $\lambda 4959$ /[O III] $\lambda 5007$  (Rosa, 1985; Storey; Zeippen, 2000), uma vez que a linha  $\lambda 4959$  não foi utilizada como critério de seleção. A densidade eletrônica ( $N_e$ ), por sua vez, foi determinada a partir da razão entre as linhas [S II] $\lambda 6716$ / $\lambda 6731$ . Tanto  $t_{\text{high}}$  quanto  $N_e$  foram calculados utilizando a versão 1.1.13 do código PYNEB (Luridiana; Morisset; Shaw, 2015).

Para a região de baixa ionização, a temperatura eletrônica ( $t_{\text{low}}$ ) foi estimada de forma indireta, uma vez que as linhas aurorais [N II] $\lambda 5755$  e [O II] $\lambda \lambda 7319, 7330$  não estavam disponíveis nas medições. Diante disso, adotou-se a relação teórica entre  $t_{\text{high}}$  e  $t_{\text{low}}$  proposta por Dors et al. (2020):

$$t_{\text{low}} = (a \times t_{\text{high}}^3) + (b \times t_{\text{high}}^2) + (c \times t_{\text{high}}) + d, \quad (4.4)$$

sendo  $a = 0,17$ ,  $b = -1,07$ ,  $c = 2,07$  e  $d = -0,33$ , e  $t$  ( $t_{\text{low}}$  e  $t_{\text{high}}$ ) representa a temperatura em unidades de  $10^4$  K.

As abundâncias iônicas foram calculadas com base nas temperaturas eletrônicas previamente obtidas. Considerou-se a temperatura  $T_{\text{low}}$  (estimada pela Eq. 4.4) para o cálculo da abundância de  $y^+$ , e  $T_{\text{high}}$  (determinada de forma direta) para a estimativa de  $y^{2+}$ . Essas abundâncias foram derivadas a partir das razões de linhas He I $\lambda 5876$ /H $\beta$  e He II $\lambda 4696$ /H $\beta$ , respectivamente. Para esses cálculos, foi empregada a versão 1.1.13 do código PYNEB (Luridiana; Morisset; Shaw, 2015).

Como nem todos os estágios de ionização do hélio podem ser observados diretamente em AGNs, a fração neutra ( $y^0$ ) foi estimada por meio de um Fator de Correção de Ionização (ICF) teórico, desenvolvido por Dors et al. (2022). Esse ICF foi obtido a partir de uma grade de modelos de fotoionização gerados com o código CLOUDY [versão 17.00; Ferland et al. (2013)], abrangendo uma ampla variedade de condições físicas representativas das regiões de linhas estreitas (NLRs) em galáxias Seyfert 2. Os parâmetros assumidos nos modelos de Dors et al. (2022) são:

- Metalicidade:  $(Z/Z_{\odot}) = 3,0; 2,0; 1,0; 0,75; 0,5$  e  $0,2$ .
- Densidade eletrônica:  $N_e$  ( $\text{cm}^{-3}$ ) = 3000, 1500, 500, 100.
- Parâmetro de ionização ( $U$ ):  $\log U$  variando de  $-1,5$  a  $-3,5$ , com passo de 0,5 dex.
- Distribuição espectral de elétrons (SED): A SED é parametrizada pelo contínuo entre 2 keV e 2500 Å (Tananbaum et al., 1979), descrita por uma lei de potência com um índice espectral  $\alpha_{ox} = -0,8; -1,1$  e  $-1,4$ .

Para incluir a contribuição da região neutra, a grade de modelos desenvolvida adotou como critério para o raio externo o raio em que a temperatura eletrônica atinge

1000 K, conforme a sugestão de Dors et al. (2012). Essa abordagem permitiu considerar a fração neutra da NLR simulada, diferentemente da maioria dos modelos encontrados na literatura (Carvalho et al., 2020), que encerram os cálculos quando a temperatura atinge 4000 K<sup>4</sup>. Com base nos resultados dos modelos, o ICF para  $y^0$  foi adotado conforme a equação 2.6.

Uma vez estabelecidos os componentes essenciais, procedeu-se ao cálculo das abundâncias totais de hélio, conforme a equação 2.5. As estimativas obtidas encontram-se listadas na Tabela 3 do Apêndice desta dissertação<sup>5</sup>.

---

<sup>4</sup> Valor padrão adotado pelo código CLOUDY.

<sup>5</sup> A tabela "**Table 3. Chemical abundances for the Seyfert 2 and Star-forming samples.**", das páginas 21 a 23 do artigo de Dors et al. (2022).

# 5 A CALIBRAÇÃO EMPÍRICA DA ABUNDÂNCIA DO HÉLIO

## 5.1 Calibração para AGN

A calibração empírica da abundância de hélio em AGN constituiu o principal objetivo deste trabalho. Como resultado, foi publicada uma *letter* intitulada “*Empirical calibration for helium abundance determinations in Active Galactic Nuclei*” (Dors et al., 2024) no periódico *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (MNRAS), na qual o pesquisador é listado como segundo autor.

O grupo editorial *Oxford University Press* (OUP), responsável pela publicação do MNRAS, autoriza que os autores utilizem seus artigos publicados em teses e dissertações sem necessidade de permissão prévia<sup>1</sup>. Dessa forma, a referida *letter* está disponibilizada integralmente no Apêndice.

Este trabalho apresenta, pela primeira vez, uma calibração empírica que relaciona a razão da linha de emissão He  $\lambda 5876/H\beta$  à abundância total de hélio em regiões de linhas estreitas (NLRs) de núcleos Seyfert 2, baseada em dados observacionais e estimativas diretas de abundância. A amostra analisada é composta pelos objetos descritos na Seção 4, nos quais foram utilizadas as intensidades observacionais das linhas de emissão e as abundâncias químicas determinadas pelo método- $T_e$  (Dors et al., 2022).

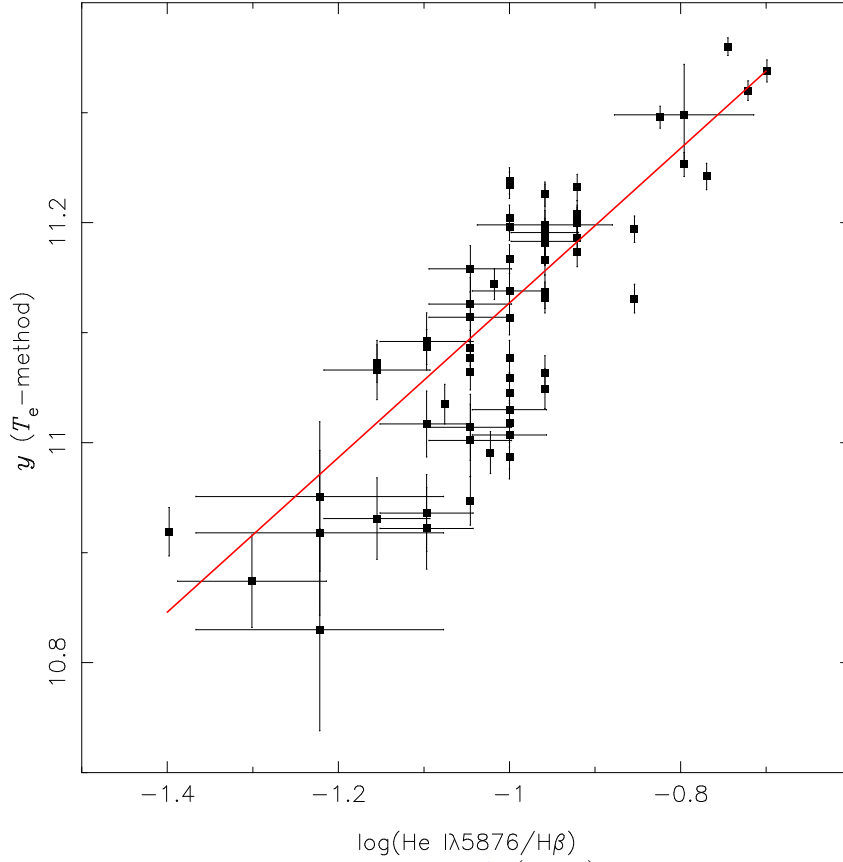
Ao todo, foram analisados 65 núcleos Seyfert 2 com redshift  $z \lesssim 0,2$ , dos quais 10 foram obtidos a partir do SDSS-DR15 e 55 compilados da literatura. As abundâncias de hélio utilizadas foram estimadas por Dors et al. (2022), cujos procedimentos encontram-se descritos na Seção 4.2.

Em calibrações de abundância, é comum utilizar as intensidades das linhas de emissão dos íons mais representativos de um determinado elemento. Por exemplo, para a calibração de O/H emprega-se a razão  $R_{23}$ , que combina as linhas dos íons [O II] $\lambda 3727$  e [O III] $\lambda 4959 + \lambda 5007$ , correlacionadas à abundância total de oxigênio (Pagel et al., 1979). Seguindo essa abordagem, o presente trabalho fundamenta a calibração na linha mais intensa do hélio, He  $\lambda 5876$ , com o objetivo de avaliar se sua abundância relativa ( $He^+/H\beta$ ) pode ser usada como um indicador da abundância total de hélio.

Assim, a calibração empírica para estimar a abundância de hélio em núcleos Seyfert2 está apresentada na Figura 17.

<sup>1</sup> <https://global.oup.com/academic/rights/permissions/autperm/?cc=gbl&lang=en>

Figura 16 – Calibração entre a razão de linhas He  $\lambda 5876/H\beta$  e a abundância He/H para núcleos Seyfert 2. A linha contínua representa o ajuste aos pontos, enquanto as barras de erro indicam as incertezas associadas nos dados observacionais e nas estimativas de abundância.



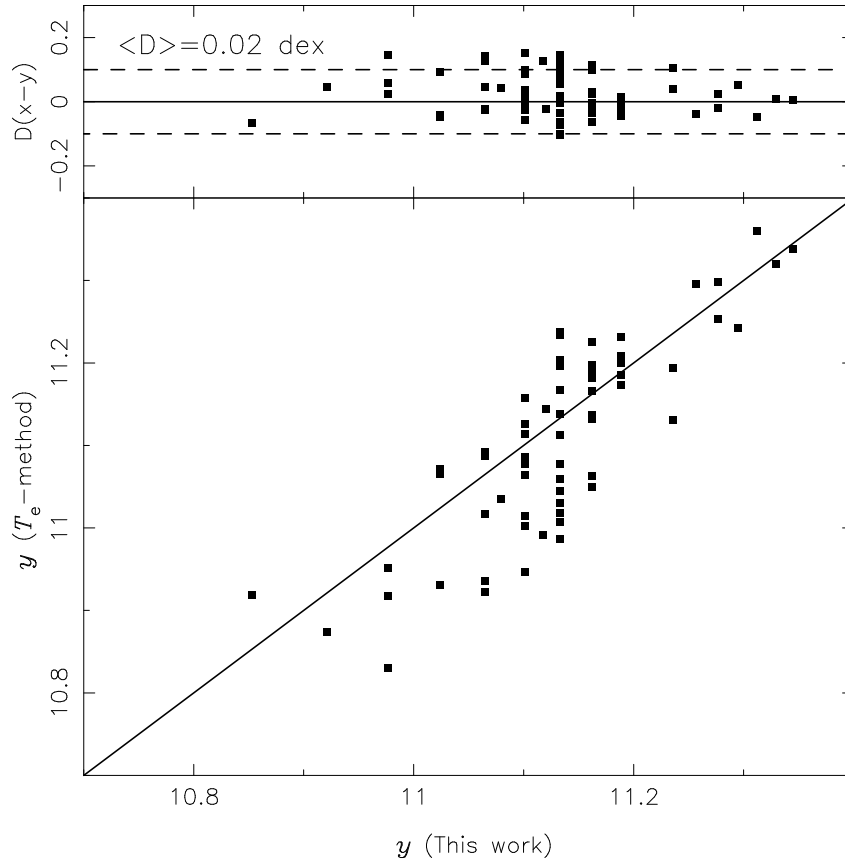
Na Figura 17, evidencia-se uma correlação positiva significativa ( $R = 0,83$ ) entre  $y$  e o logaritmo da razão He  $\lambda 5876/H\beta$ . Para obter a expressão matemática dessa relação, foram realizadas 1.000 iterações de *bootstrap* utilizando o modelo Huber Regressor (Oey et al., 2007). A calibração resultante é representada pela seguinte equação:

$$12 + \log(\text{He}/\text{H}) = 0,703(\pm 0,05)x + 11,83(\pm 0,05), \quad (5.1)$$

sendo  $x = \log(\text{He } \lambda 5876/H\beta)$ .

Para analisar a confiabilidade da calibração, na Figura 17 foram comparadas as abundâncias de hélio derivadas por meio da Equação 5.1 com aquelas obtidas pelo método- $T_e$  propostas por Dors et al. (2022). Observa-se um bom acordo entre as duas estimativas, especialmente ao considerar a diferença ( $D$ ) mostrada no painel superior da figura. Não foi identificado nenhum comportamento sistemático entre  $D$  e  $y$ , sendo a diferença média ( $\langle D \rangle$ ) de 0,02 dex, valor inferior à incerteza atribuída ( $\sim 0,2$  dex) aos métodos baseados em linhas fortes (e.g. Denicoló, Terlevich & Terlevich (2002)).

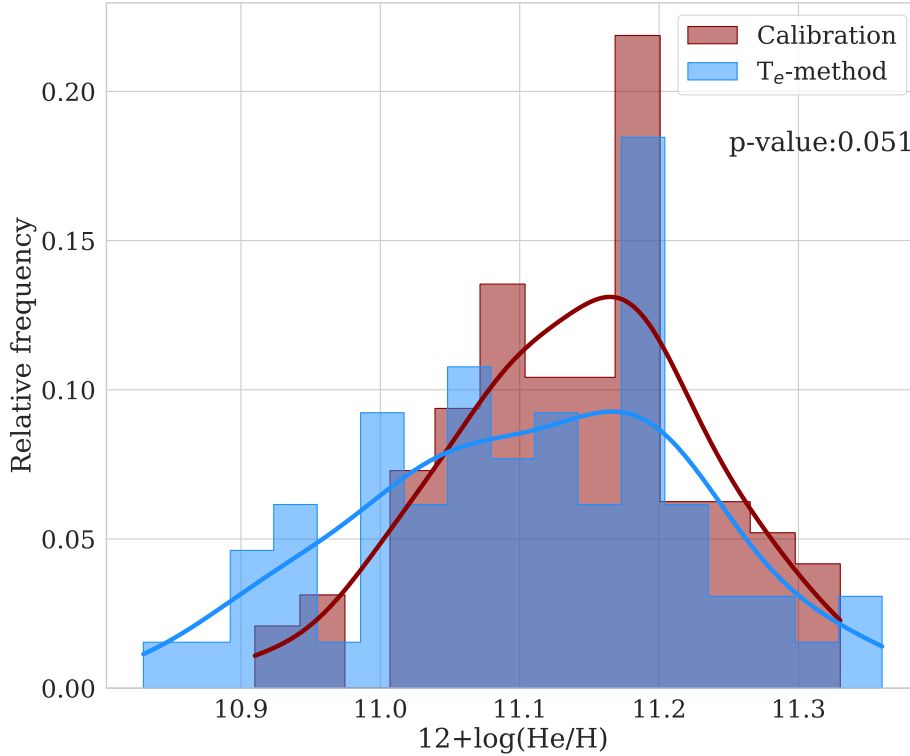
Figura 17 – Painel inferior: Comparação entre as abundâncias de hélio, em unidades de  $12+\log(\text{He}/\text{H})$ , calculadas pela Equação 5.1 e aquelas derivadas pelo método- $T_e$  de Dors et al. (2022). A linha contínua representa a igualdade entre os valores. Painel superior: diferença ( $D = x-y$ ) entre as duas estimativas. A linha contínua indica diferença nula entre as estimativas, enquanto as linhas tracejadas representam a máxima incerteza ( $\pm 0,1$  dex) associada a  $y$  via método- $T_e$ . A diferença média ( $\langle D \rangle$ ) está indicada.



Fonte: Dors et al. (2024)

Como um teste adicional, foram selecionados 104 núcleos Seyfert 2 a partir do SDSS-DR15, utilizando os mesmos procedimentos de tratamento de dados descritos na Seção 4. A Figura 18 ilustra o histograma das distribuições de  $y$ , em que a nova amostra, calibrada pela Equação 5.1, é representada em vermelho, enquanto a amostra de Dors et al. (2022) é mostrada em azul, permitindo uma comparação direta entre os dois conjuntos.

Figura 18 – Histograma contendo as distribuições de abundância  $y = 12 + \log(\text{He}/\text{H})$  para núcleos Seyfert 2. A distribuição em vermelho baseia-se nos valores obtidos a partir da calibração empírica desenvolvida (equação 5.1), aplicada a uma nova amostra (dados do SDSS-DR15) com 104 núcleos Seyfert 2. A distribuição em azul corresponde aos valores derivados pelo método- $T_e$  para a amostra de 65 núcleos Seyfert 2.



Fonte: Dors et al. (2024)

Observa-se que houve um bom acordo entre as duas distribuições, com valores médios muito semelhantes de  $12 + \log(\text{He}/\text{H})$ :  $11,14 \pm 0,09$  dex para a amostra maior e  $11,11 \pm 0,11$  dex para a amostra de Dors et al. (2022). Além disso, o valor de  $p$  obtido no teste de Anderson-Darling é 0,051, indicando que ambas as amostras seguem uma distribuição estatisticamente similar.

## 5.2 Calibração para região de formação estelar

Com base nos dados e na metodologia de Dors et al. (2024), foi derivada uma calibração empírica entre a razão de intensidade das linhas de emissão  $\text{He } 1\lambda 5876/\text{H}\beta$  e  $y = \text{He}/\text{H}$  em regiões de formação estelar, afim de estimar a abundância de hélio também para SFs.

Dessa forma, foram utilizadas as intensidades observacionais e as estimativas de abundância química (derivadas por meio do método- $T_e$ ) do trabalho de Dors et al. (2022), onde foram compiladas intensidades de linhas de emissão de 85 regiões H II e galáxias H II. Para esses dados, aplicaram-se os mesmos critérios de seleção estabelecidos para os

núcleos Seyfert 2, descritos na Seção 4, porém, apenas os objetos que satisfaziam o critério empírico proposto por [Kauffmann et al. \(2003\)](#) foram incluídos na análise.

No estudo conduzido por [Dors et al. \(2022\)](#), as abundâncias de hélio foram estimadas com o auxílio do código PYNEB ([Luridiana; Morisset; Shaw, 2015](#)), adotando-se o método da temperatura eletrônica ( $T_e$ ).

A abordagem para a calibração em SFs consistiu, inicialmente, na determinação da fração iônica  $y^{2+}$ , utilizando como parâmetros a temperatura da região de alta ionização ( $T_{\text{high}}$ ) e a densidade eletrônica ( $N_e$ ), ambas derivadas a partir das razões de linha  $[\text{O III}]\approx (1,33 \times \lambda 5007)/\lambda 4363$  e  $[\text{S II}]\approx \lambda 6717/\lambda 6731$ , respectivamente.

Com os valores de  $y^+$  e  $y^{2+}$  definidos, a abundância total de hélio foi obtida aplicando um fator de correção para a contribuição de íons neutros não detectados, segundo a expressão:

$$y = \text{ICF}(y^0) \times (y^+ + y^{2+}). \quad (5.2)$$

O fator de correção  $\text{ICF}(y^0)$  foi derivado a partir de uma grade de modelos de fotoionização gerada com o código CLOUDY, simulando condições típicas de regiões de formação estelar. A formulação empírica resultante foi:

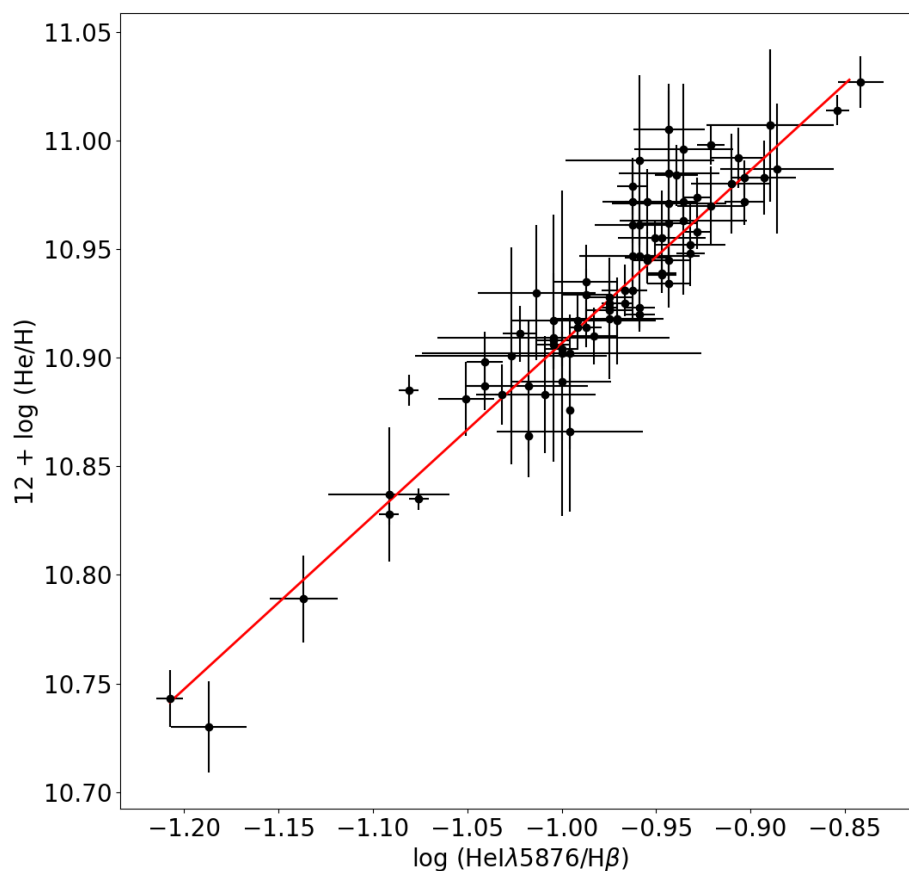
$$\text{ICF}(y^0) = 0,385 (\pm 0,017) \times (\text{O}^+ + \text{O}^{2+})^{4,742 (\pm 0,275)} + 1,020 (\pm 0,002), \quad (5.3)$$

cujos valores médios foram aproximadamente  $\text{ICF}(y^0) \approx 1,03$  para os objetos analisados.

Com base nessa metodologia, as regiões de formação estelar avaliadas apresentaram valores de abundância de hélio variando entre  $10,70 \lesssim 12 + \log(y) \lesssim 11,10$ , com valor médio de  $\langle 12 + \log(y) \rangle = 10,92 \pm 0,05$ .

Por fim, a calibração empírica para estimar a abundância de hélio em SFs desenvolvida é representada pela Figura 19.

Figura 19 – Calibração entre a razão de linhas  $\text{He } \lambda 5876/\text{H}\beta$  e a abundância  $\text{He}/\text{H}$  para regiões de formação estelar (SFs). A linha contínua representa o ajuste aos pontos, enquanto as barras de erro indicam as incertezas associadas nos dados observacionais e nas estimativas de abundância.



Fonte: o autor

Na figura acima, verifica-se uma forte correlação positiva ( $R = 0,94$ ) entre  $y$  e  $\log(\text{He } \lambda 5876/\text{H}\beta)$ . Para quantificar essa relação, foram realizadas 1.000 iterações de bootstrap utilizando o modelo Huber Regressor (Oey et al., 2007), levando em conta as incertezas nos dois eixos. O resultado desse ajuste define a seguinte expressão para a calibração em regiões de formação estelar:

$$12 + \log(\text{He}/\text{H}) = 0,796(\pm 0,02)x + 11,70(\pm 0,02), \quad (5.4)$$

sendo  $x = \log(\text{He } \lambda 5876/\text{H}\beta)$ .

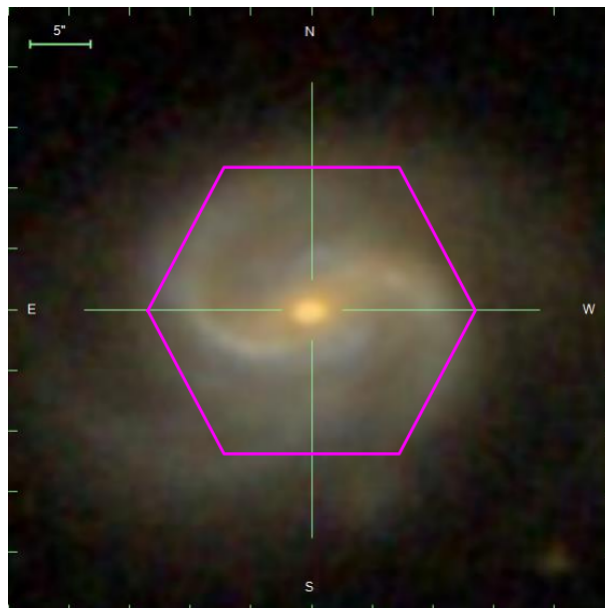
## 6 ESTUDO PRELIMINAR DA ABUNDÂNCIA DE HÉLIO EM AMOSTRAS DO MANGA

Com o objetivo de avaliar a eficiência das calibrações desenvolvidas, bem como investigar o gradiente de abundância de hélio, foram aplicadas tanto a calibração proposta para regiões de formação estelar (Equação 5.4) quanto a obtida para galáxias Seyfert 2 (Equação 5.1), em uma amostra de galáxias Seyfert selecionadas a partir dos dados IFU do projeto *Mapping Nearby Galaxies at the Apache Point Observatory* - MaNGA (Bundy et al., 2015) na versão DR17 (Abdurro'uf et al., 2022), 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  $z \sim 0.03$ ), com massa estelar  $M_* > 10^9 M_\odot$  e é parte do *Sloan Digital Sky Survey* - SDSS-IV (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). Os dados gerados pelo MaNGA compreendem espectroscopia de campo integral, em que, para cada pixel espacial (*spaxel*) da imagem, um espectro é associado.

Cada *spaxel* tem um tamanho de 0,5 x 0,5 arcsec<sup>2</sup>, e o campo de visão depende da quantidade de fibras que foram utilizadas para a observação do objeto, variando entre 7" e 32" de diâmetro. A Figura 20 mostra a imagem da galáxia NGC 4135 observada com o MaNGA. Nesta imagem podemos notar o hexágono rosa representando o tamanho do IFU utilizado na observação.

Figura 20 – Imagem do SDSS do MaNGA de NGC 4135 com o campo de visão do IFU mostrado em roxo.



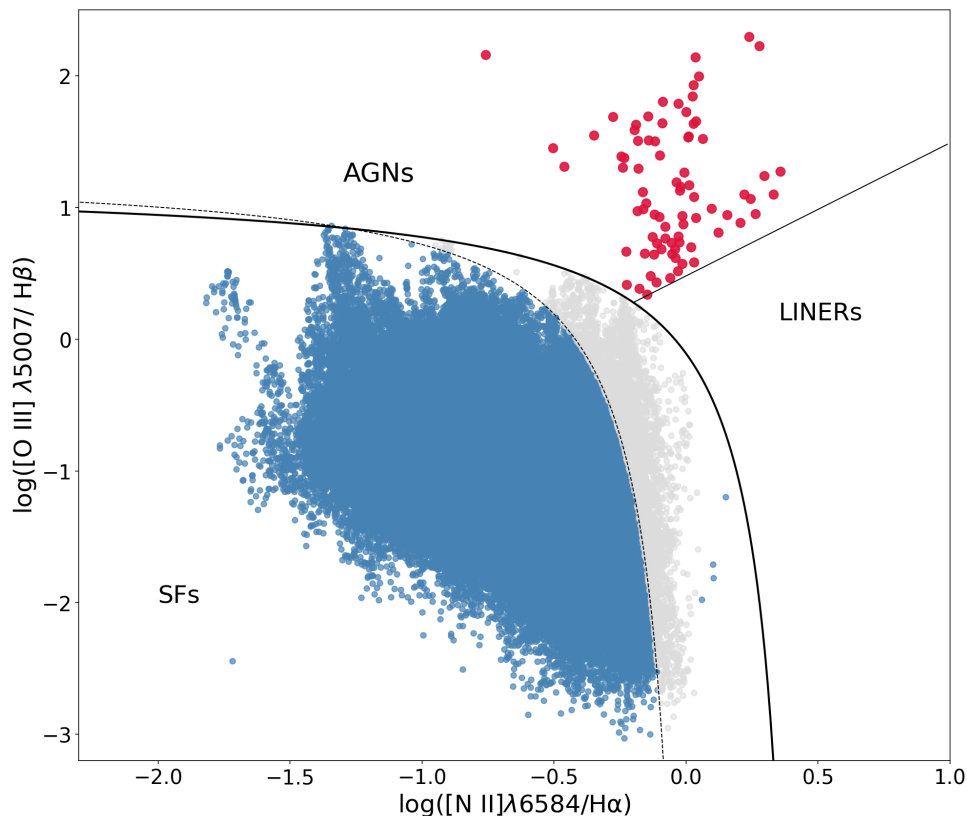
Fonte: Bundy et al. (2015)

A extração dos fluxos das linhas de emissão e do contínuo espectral dos objetos analisados seguiu a metodologia adotada em trabalhos anteriores, como nos trabalhos de Zinchenko et al. (2019), Zinchenko et al. (2021), Zinchenko (2023). Inicialmente, os espectros das galáxias foram ajustados com o código STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005; Mateus et al., 2006; Asari et al., 2007), o qual utiliza como base espectros de populações estelares simples (SSPs) do modelo de Bruzual & Charlot (2003). Com o contínuo estelar removido, as linhas de emissão foram ajustadas por meio do código ELF3D, desenvolvido a partir da biblioteca LMFIT (Newville et al., 2016).

A correção da extinção interestelar foi realizada com base na lei de atenuação de Whitford (Whitford, 1958), adotando-se uma razão teórica  $H\alpha/H\beta = 2,86$ . Quando os valores observados dessa razão eram inferiores ao esperado, considerou-se extinção nula. Após essa etapa, os espectros corrigidos pela extinção foram obtidos para cada spaxel das galáxias da amostra. Para a seleção dos espectros utilizados na análise, foi exigida uma razão sinal-ruído (S/N) superior a 5 na linha He I  $\lambda 5876$ .

Após esse procedimento, definiu-se uma região nuclear de 2,5 arcseg de diâmetro em cada galáxia, na qual foi aplicado o diagrama diagnóstico BPT baseado nas razões  $[O III]\lambda 5007/H\beta$  versus  $[N II]\lambda 6584/H\alpha$  (Baldwin; Phillips; Terlevich, 1981). A amostra é composta por 80 núcleos Seyfert, com redshift  $z \lesssim 0,15$ . A Figura 21 apresenta o diagrama BPT prévio com os *spaxels* da amostra.

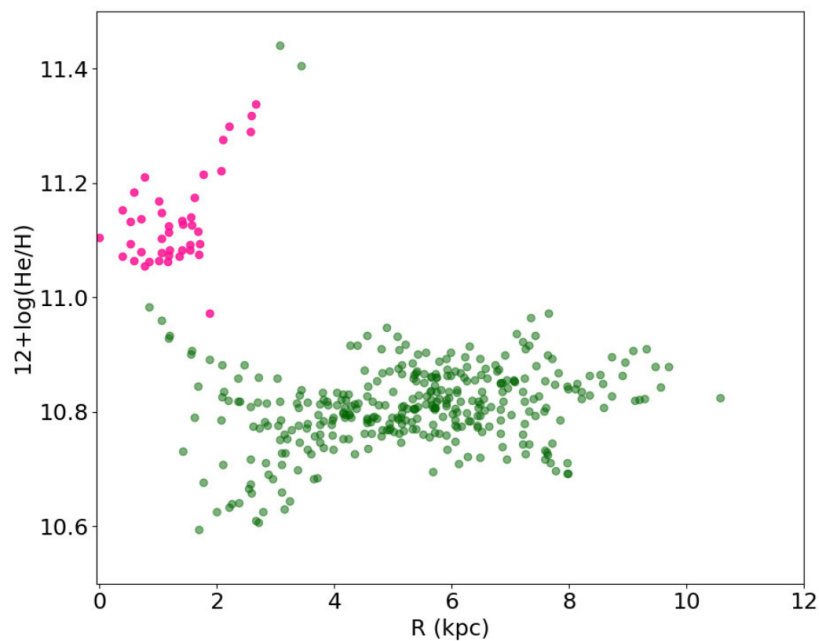
Figura 21 – Diagrama diagnóstico  $\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta)$  versus  $\log([\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$ . Os pontos vermelhos (Seyfert) correspondem às razões entre linhas de emissão dos AGNs, obtidas a partir da soma dos fluxos de todos os spaxels dentro de uma abertura de 2,5 segundos de arco de diâmetro na região central de cada galáxia. Os pontos azuis representam regiões de formação estelar, cujas razões de linhas de emissão foram obtidas em cada spaxel dos cubos de dados. As curvas pretas correspondem ao critério empírico e teórico proposto por Kewley et al. (2001), utilizado para distinguir objetos do tipo AGN e objetos do tipo H II. A linha reta preta representa o critério proposto por Fernandes et al. (2010), utilizado para separar objetos do tipo AGN e LINER.



Fonte: o autor

Após aplicar a calibração para AGN (Dors et al., 2024) e para SFs (equação 5.4), foi possível obter gráficos da abundância de He/H ao longo dos raios galácticos. Na Figura 22 vemos a variação de He/H ao longo do disco e do núcleo de NGC 4135.

Figura 22 – Variação da abundância de hélio derivado para a galáxia NGC 4135. Os pontos magenta representam os *spaxels* classificados como Seyfert, enquanto os pontos verdes correspondem aos *spaxels* classificados como regiões de formação estelar (SF).



Fonte: O autor

A partir da determinação destas abundâncias nos discos e nos núcleo dessas galáxias, serão aplicados o chamado método da extrapolação. Os resultados deste estudo estão sendo preparados para publicação em forma de artigo.

## 7 CONCLUSÕES

Este trabalho propôs uma calibração empírica baseada na linha de recombinação He  $\lambda 5876/H\beta$ , a mais intensa linha de hélio na faixa óptica, o que facilita sua medição em espectros de AGNs do tipo Seyfert 2 e em regiões de formação estelar. Diferentemente das calibrações tradicionais, que utilizam linhas de emissão de íons abundantes como  $O^+$  e  $O^{2+}$ , a metodologia desenvolvida aqui oferece uma alternativa simples e precisa para estimar a abundância de hélio em núcleos ativos, incluindo galáxias distantes.

A calibração resultante apresentou uma incerteza média próxima a 0,02 dex, representando um avanço significativo frente a métodos convencionais baseados em linhas fortes, sobretudo para elementos como o oxigênio. Sua aplicação a uma amostra de 104 galáxias Seyfert 2 (Figura 18) revelou uma dispersão na abundância de hélio comparável à obtida pelo método- $T_e$ . Entretanto, observou-se limitação da calibração para objetos com altos valores do parâmetro de ionização ( $\log U > -2.0$ ), indicando a necessidade de cautela na aplicação nesses casos.

Além disso, a mesma metodologia foi estendida para regiões de formação estelar, permitindo a comparação entre os tipos de objetos a fim de compreender os padrões de enriquecimento químico do ISM. A construção de gradientes de abundância de hélio dados do MaNGA, reforçou a robustez e aplicabilidade da abordagem proposta.

Em síntese, a calibração empírica desenvolvida neste estudo representa um avanço relevante para o estudo da abundância de hélio em AGNs do tipo Seyfert 2, disponibilizando uma ferramenta eficiente e de baixa incerteza, capaz de contribuir significativamente para a compreensão da evolução química das galáxias. Os resultados obtidos abrem perspectivas para estudos futuros, voltados ao refinamento da calibração e à sua aplicação em amostras maiores e mais diversificadas, ampliando o conhecimento sobre a distribuição do hélio no universo local e distante.

# Referências

- Abazajian, K. N.; ADELMAN-MCCARTHY, J. K.; AGÜEROS, M. A.; ALLAM, S. S.; PRIETO, C. A.; AN, D.; ANDERSON, K. S. J.; ANDERSON, S. F.; ANNIS, J.; BAHCALL, N. A.; AL. et. The seventh data release of the sloan digital sky survey. *Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 182, p. 543, 2009.
- Abdurro'uf; Accetta, K.; Aerts, C.; Silva Aguirre, V.; Ahumada, R.; Ajgaonkar, N.; Filiz Ak, N.; Alam, S.; Allende Prieto, C.; Almeida, A.; Anders, F.; Anderson, S. F.; Andrews, B. H.; Anguiano, B.; Aquino-Ortíz, E.; Aragón-Salamanca, A.; Argudo-Fernández, M.; Ata, M.; Aubert, M.; Avila-Reese, V.; Badenes, C.; Barbá, R. H.; Barger, K.; Barrera-Ballesteros, J. K.; Beaton, R. L.; Beers, T. C.; Belfiore, F.; Bender, C. F.; Bernardi, M.; Bershad, M. A.; Beutler, F.; Bidin, C. M.; Bird, J. C.; Bizyaev, D.; Blanc, G. A.; Blanton, M. R.; Boardman, N. F.; Bolton, A. S.; Boquien, M.; Borissova, J.; Bovy, J.; Brandt, W. N.; Brown, J.; Brownstein, J. R.; Brusa, M.; Buchner, J.; Bundy, K.; Burchett, J. N.; Bureau, M.; Burgasser, A.; Cabang, T. K.; Campbell, S.; Cappellari, M.; Carlberg, J. K.; Wanderley, F. C.; Carrera, R.; Cash, J.; Chen, Y.-P.; Chen, W.-H.; Cherinka, B.; Chiappini, C.; Choi, P. D.; Chojnowski, S. D.; Chung, H.; Clerc, N.; Cohen, R. E.; Comerford, J. M.; Comparat, J.; da Costa, L.; Covey, K.; Crane, J. D.; Cruz-Gonzalez, I.; Culhane, C.; Cunha, K.; Dai, Y. S.; Damke, G.; Darling, J.; Davidson JAMES W., J.; Davies, R.; Dawson, K.; De Lee, N.; Diamond-Stanic, A. M.; Cano-Díaz, M.; Sánchez, H. D.; Donor, J.; Duckworth, C.; Dwelly, T.; Eisenstein, D. J.; Elsworth, Y. P.; Emsellem, E.; Eracleous, M.; Escoffier, S.; Fan, X.; Farr, E.; Feng, S.; Fernández-Trincado, J. G.; Feuillet, D.; Filipp, A.; Fillingham, S. P.; Frinchaboy, P. M.; Fromenteau, S.; Galbany, L.; García, R. A.; García-Hernández, D. A.; Ge, J.; Geisler, D.; Gelfand, J.; Géron, T.; Gibson, B. J.; Goddy, J.; Godoy-Rivera, D.; Grabowski, K.; Green, P. J.; Greener, M.; Grier, C. J.; Griffith, E.; Guo, H.; Guy, J.; Hadjara, M.; Harding, P.; Hasselquist, S.; Hayes, C. R.; Hearty, F.; Hernández, J.; Hill, L.; Hogg, D. W.; Holtzman, J. A.; Horta, D.; Hsieh, B.-C.; Hsu, C.-H.; Hsu, Y.-H.; Huber, D.; Huertas-Company, M.; Hutchinson, B.; Hwang, H. S.; Ibarra-Medel, H. J.; Chitham, J. I.; Ilha, G. S.; Imig, J.; Jaekle, W.; Jayasinghe, T.; Ji, X.; Johnson, J. A.; Jones, A.; Jönsson, H.; Katkov, I.; Khalatyan ARMAN, D.; Kinemuchi, K.; Kisku, S.; Knapen, J. H.; Kneib, J.-P.; Kollmeier, J. A.; Kong, M.; Kounkel, M.; Kreckel, K.; Krishnarao, D.; Lacerna, I.; Lane, R. R.; Langglin, R.; Lavender, R.; Law, D. R.; Lazarz, D.; Leung, H. W.; Leung, H.-H.; Lewis, H. M.; Li, C.; Li, R.; Lian, J.; Liang, F.-H.; Lin, L.; Lin, Y.-T.; Lin, S.; Lintott, C.; Long, D.; Longa-Peña, P.; López-Cobá, C.; Lu, S.; Lundgren, B. F.; Luo, Y.; Mackereth, J. T.; de la Macorra, A.; Mahadevan, S.; Majewski, S. R.; Manchado, A.; Mandeville, T.; Maraston, C.; Margalef-Bentabol, B.; Masseron, T.; Masters, K. L.; Mathur, S.; McDermid, R. M.; Mckay, M.; Merloni, A.; Merrifield, M.; Meszaros, S.; Miglio, A.; Di Mille, F.; Minniti, D.; Minsley, R.; Monachesi, A.; Moon, J.; Mosser, B.; Mulchaey, J.; Muna, D.; Muñoz, R. R.; Myers, A. D.; Myers, N.; Nadathur, S.; Nair, P.; Nandra, K.; Neumann, J.; Newman, J. A.; Nidever, D. L.; Nikakhtar, F.; Nitschelm, C.; O'Connell, J. E.; Garma-Oehmichen, L.; Luan Souza de Oliveira, G.; Olney, R.; Oravetz, D.; Ortigoza-Urdaneta, M.; Osorio, Y.; Otter, J.; Pace, Z. J.; Padilla, N.; Pan, K.; Pan, H.-A.; Parikh, T.; Parker, J.; Peirani, S.; Peña Ramírez, K.; Penny, S.; Percival, W. J.; Perez-Fournon, I.; Pinsonneault, M.; Poidevin, F.; Poovelil,

V. J.; Price-Whelan, A. M.; Bárbara de Andrade Queiroz, A.; Raddick, M. J.; Ray, A.; Rembold, S. B.; Riddle, N.; Riffel, R. A.; Riffel, R.; Rix, H.-W.; Robin, A. C.; Rodríguez-Puebla, A.; Roman-Lopes, A.; Román-Zúñiga, C.; Rose, B.; Ross, A. J.; Rossi, G.; Rubin, K. H. R.; Salvato, M.; Sánchez, S. F.; Sánchez-Gallego, J. R.; Sanderson, R.; Santana Rojas, F. A.; Sarceno, E.; Sarmiento, R.; Sayres, C.; Sazonova, E.; Schaefer, A. L.; Schiavon, R.; Schlegel, D. J.; Schneider, D. P.; Schultheis, M.; Schwobe, A.; Serenelli, A.; Serna, J.; Shao, Z.; Shapiro, G.; Sharma, A.; Shen, Y.; Shetrone, M.; Shu, Y.; Simon, J. D.; Skrutskie, M. F.; Smethurst, R.; Smith, V.; Sobeck, J.; Spoo, T.; Sprague, D.; Stark, D. V.; Stassun, K. G.; Steinmetz, M.; Stello, D.; Stone-Martinez, A.; Storchi-Bergmann, T.; Stringfellow, G. S.; Stutz, A.; Su, Y.-C.; Taghizadeh-Popp, M.; Talbot, M. S.; Tayar, J.; Telles, E.; Teske, J.; Thakar, A.; Theissen, C.; Tkachenko, A.; Thomas, D.; Tojeiro, R.; Hernandez Toledo, H.; Troup, N. W.; Trump, J. R.; Trussler, J.; Turner, J.; Tuttle, S.; Unda-Sanzana, E.; Vázquez-Mata, J. A.; Valentini, M.; Valenzuela, O.; Vargas-González, J.; Vargas-Magaña, M.; Alfaro, P. V.; Villanova, S.; Vincenzo, F.; Wake, D.; Warfield, J. T.; Washington, J. D.; Weaver, B. A.; Weijmans, A.-M.; Weinberg, D. H.; Weiss, A.; Westfall, K. B.; Wild, V.; Wilde, M. C.; Wilson, J. C.; Wilson, R. F.; Wilson, M.; Wolf, J.; Wood-Vasey, W. M.; Yan, R.; Zamora, O.; Zasowski, G.; Zhang, K.; Zhao, C.; Zheng, Z.; Zheng, Z.; Zhu, K. The Seventeenth Data Release of the Sloan Digital Sky Surveys: Complete Release of MaNGA, MaStar, and APOGEE-2 Data. , v. 259, n. 2, p. 35, abr. 2022.

ALLOIN, D.; BICA, E.; BONATTO, C.; PRUGNIEL, P. Eso 138 g1: a high excitation seyfert 2 nucleus in a low luminosity early-type galaxy. *Astronomy Astrophysics*, v. 266, p. 117–126, 1992.

ANTONUCCI, R. Unified models for active galactic nuclei and quasars. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, v. 31, p. 473–521, jan. 1993.

ARMAH, M.; DORS, O. L.; AYDAR, C. P.; CARDACI, M. V.; HÄGELE, G. F.; FELTRE, A.; RIFFEL, R.; RIFFEL, R. A.; KRABBE, A. C. Chemical abundances in Seyfert galaxies - VII. Direct abundance determination of neon based on optical and infrared emission lines. , v. 508, n. 1, p. 371–391, nov. 2021.

Asari, N. V.; Cid Fernandes, R.; Stasińska, G.; Torres-Papaqui, J. P.; Mateus, A.; Sodr e, L.; Schoenell, W.; Gomes, J. M. The history of star-forming galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. , v. 381, n. 1, p. 263–279, Oct 2007.

Baldwin, J. A.; Phillips, M. M.; Terlevich, R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. , v. 93, p. 5–19, fev. 1981.

Blanton, M. R.; BERSHADY, M. A.; ABOLFATHI, B.; ALBARETI, F. D.; PRIETO, C. A.; 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.

BRUZUAL, G.; CHARLOT, S. Spectral evolution of stellar populations. i. models and their application to the solar neighbourhood. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 344, p. 1000, 2003.

Bruzual, G.; Charlot, S. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. , v. 344, n. 4, p. 1000–1028, Oct 2003.

- Bundy, K.; BERSHADY, M. A.; LAW, D. R.; YAN, R.; DRORY, N.; MACDONALD, N.; WAKE, D. A.; CHERINKA, B.; SÁNCHEZ-GALLEGO, J. R.; WEIJMANS, A.-M.; THOMAS, D.; TREMONTI, C.; MASTERS, K.; COCCATO, L.; DIAMOND-STANIC, A. M.; ARAGÓN-SALAMANCA, A.; AVILA-REESE, V.; BADENES, C.; FALCÓN-BARROSO, J.; BELFIORE, F.; BIZYAEV, D.; BLANC, G. A.; BLAND-HAWTHORN, J.; BLANTON, M. R.; BROWNSTEIN, J. R.; BYLER, N.; CAPPELLARI, M.; CONROY, C.; DUTTON, A. A.; EMSELLEM, E.; ETHERINGTON, J.; FRINCHABOY, P. M.; FU, H.; GUNN, J. E.; HARDING, P.; JOHNSTON, E. J.; KAUFFMANN, G.; KINEMUCHI, K.; KLAENE, M. A.; KNAPEN, J. H.; LEAUTHAUD, A.; LI, C.; LIN, L.; MAIOLINO, R.; MALANUSHENKO, V.; MALANUSHENKO, E.; MAO, S.; MARASTON, C.; MCDERMID, R. M.; MERRIFIELD, M. R.; NICHOL, R. C.; ORAVETZ, D.; PAN, K.; PAREJKO, J. K.; SÁNCHEZ, S. F.; SCHLEGEL, D.; SIMMONS, A.; STEELE, O.; STEINMETZ, M.; THANJAVUR, K.; THOMPSON, B. A.; TINKER, J. L.; BOSCH, R. C. E. van den; WESTFALL, K. B.; ZHENG, Z. Overview of the sdss-iv manga survey: Mapping nearby galaxies at apache point observatory. *The Astrophysical Journal*, v. 798, n. 1, p. 7, 2015.
- CARDELLI, J. A.; CLAYTON, G. C. The relationship between ultraviolet, optical, and infrared extinction. *Astrophysical Journal*, v. 345, p. 345, 1989.
- Carigi, L.; Peimbert, M. The Helium and heavy elements enrichment of the Galactic Disk. , v. 44, p. 341–354, out. 2008.
- Carvalho, S. P.; DORS, O. L.; CARDACI, M. V.; HÄGELE, G. F.; KRABBE, A. C.; 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.
- Castro, C. S.; DORS, O. L.; CARDACI, M. V.; HÄGELE, G. F. 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.
- Cid Fernandes, R.; MATEUS, A.; SODRÉ, L.; STASIŃSKA, G.; GOMES, J. M. Semi-empirical analysis of sdss galaxies: I. spectral synthesis method. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 358, p. 363–378, 2005.
- \_\_\_\_\_. Semi-empirical analysis of sloan digital sky survey galaxies: II. the star formation history of galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 370, p. 721–737, 2006.
- \_\_\_\_\_. The history of star-forming galaxies in the sloan digital sky survey. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 381, p. 263–278, 2007.
- Cipriano, L. T. S.; ESTEBAN, C.; GARCÍA-ROJAS, J.; DOMÍNGUEZ-GUZMÁN, G.; MESA-DELGADO, A.; BRESOLIN, F.; RODRÍGUEZ, M.; SIMÓN-DÍAZ, S. Carbon and oxygen in H II regions of the Magellanic Clouds: abundance discrepancy and chemical evolution. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 467, n. 3, p. 3759–3774, 2017.
- DENICOLÓ, G.; TERLEVICH, R.; TERLEVICH, E. 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.

DORS, O. L. Chemical abundances in Seyfert galaxies – VI. Empirical abundance calibration. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 07 2021. ISSN 0035-8711. Stab2166. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/stab2166>>.

Dors, O. L.; ALMEIDA, G. C.; OLIVEIRA, C. B.; FLURY, S. R.; RIFFEL, R.; RIFFEL, R. A.; CARDACI, M. V.; HÄGELE, G. F.; ILHA, G. S.; KRABBE, A. C.; ARELLANO-CÓRDOVA, K. Z.; SANTOS, P. C.; MORAIS, I. N. Empirical calibration for helium abundance determinations in active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 533, n. 1, p. L1–L5, set. 2024.

DORS, O. L.; CARDACI, M. V.; HÄGELE, G. F.; KRABBE, A. C. Metallicity evolution of AGNs from UV emission lines based on a new index. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 443, n. 2, p. 1291–1300, Sep 2014.

Dors, O. L.; CONTINI, M.; RIFFEL, R. A.; PÉREZ-MONTERO, E.; KRABBE, A. C.; CARDACI, M. V.; HÄGELE, G. F. Chemical abundances of seyfert 2 agns – iii. reducing the oxygen discrepancy. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 496, p. 3209–3221, 2020.

DORS, O. L.; CONTINI, M.; RIFFEL, R. A.; PÉREZ-MONTERO, E.; KRABBE, A. C.; CARDACI, M. V.; HÄGELE, G. F. Chemical abundances of seyfert 2 agns iv. composite models calculated by photoionization and shocks. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 501, n. 1, p. 1370–1383, 2021.

DORS, O. L.; COPETTI, M. V. F. Abundance gradients in a sample of barred spiral galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, v. 437, p. 837–847, jul. 2005.

Dors, O. L.; FREITAS-LEMES, P.; AMÔRES, E. B.; PÉREZ-MONTERO, E.; CARDACI, M. V.; HÄGELE, G. F.; ARMAH, M.; KRABBE, A. C.; FAÚNDEZ-ABANS, M. Chemical abundances of Seyfert 2 AGNs I. Comparing oxygen abundances from distinct methods using SDSS. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2020.

DORS, O. L.; RIFFEL, R. A.; ARMAH, M. E.; HÄGELE, G. F.; CARDACI, M. V.; KRABBE, A. C. X-rays as the dominant excitation mechanism of [fe ii] and h<sub>2</sub> emission lines in active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 422, p. 252–262, 2012.

Dors, O. L.; VALERDI, M.; FREITAS-LEMES, P.; KRABBE, A. C.; RIFFEL, R. A.; AMÔRES, E. B.; RIFFEL, R.; ARMAH, M.; MONTEIRO, A. F.; OLIVEIRA, C. B. Chemical abundances in Seyfert galaxies - IX. Helium abundance estimates. , v. 514, n. 4, p. 5506–5527, ago. 2022.

DORS, O. L.; VALERDI, M.; RIFFEL, R. A.; RIFFEL, R.; CARDACI, M. V.; HÄGELE, G. F.; ARMAH, M.; REVALSKI, M.; FLURY, S. R.; FREITAS-LEMES, P.; AMÔRES, E. B.; KRABBE, A. C.; BINETTE, L.; FELTRE, A.; STORCHI-BERGMANN, T. Chemical abundances in Seyfert galaxies - X. Sulphur abundance estimates. , v. 521, n. 2, p. 1969–1987, maio 2023.

Drory, N.; MACDONALD, N.; BERSHADY, M. A.; BUNDY, K.; GUNN, J.; 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. Disponível em: <<https://doi.org/10.1088/0004-6256/149/2/77>>.

- EDMUNDS, M. G.; PAGEL, B. E. J. 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.
- Einstein, A. Die feldgleichungen der gravitation. *Sitzungsberichte der Königlich Preußischen Akademie der Wissenschaften zu Berlin*, p. 844–847, nov. 1915. Apresentadas em 25 de novembro de 1915; publicadas em 2 de dezembro de 1915.
- Fath, E. A. The spectra of some spiral nebulae and globular star clusters. *Lick Observatory Bulletin*, v. 149, p. 71–77, jan. 1909.
- Ferland, G. J.; Porter, R. L.; van Hoof, P. A. M.; Williams, R. J. R.; Abel, N. P.; Lykins, M. L.; Shaw, G.; Henney, W. J.; Stancil, P. C. The 2013 Release of Cloudy. , v. 49, p. 137–163, abr. 2013.
- FERNANDES, R. C.; STASIŃSKA, G.; SCHLICKMANN, M. S.; MATEUS, A.; ASARI, N. V.; SCHOENELL, W.; SODRÉ, L. Alternative diagnostic diagrams and the 'forgotten' population of emission-line galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 403, p. 1036–1052, 2010.
- Groves, B. A.; Heckman, T. M.; Kauffmann, G. 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.; DÍAZ, Á. I.; TERLEVICH, E.; TERLEVICH, R.; PÉREZ-MONTERO, E.; CARDACI, M. V. Precision abundance analysis of bright HII galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 383, p. 209–229, jan. 2008.
- HO, L. C. Nuclear activity in nearby galaxies. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 46, p. 475–539, September 2008. Disponível em: <<https://doi.org/10.1146/annurev.astro.45.051806.110546>>.
- Hubble, E. P. *Realm of the Nebulae*. [S.l.: s.n.], 1936.
- HUMMER, D. G.; STOREY, P. J. Recombination-line intensities for hydrogenic ions – i. case b calculations for hi and heii. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 224, p. 801–820, 1987.
- Ilha, G. da S. *ASSINATURAS DE AGN E OUTFLOW EM GALÁXIAS REDGEYSER COM OBSERVAÇÕES DO GMOS-IFU*. Tese (Doutorado) — Universidade Federal de Santa Maria (UFSM, RS), 2023.
- IZOTOV, Y. I.; THUAN, T. X.; LIPOVETSKY, V. A. The primordial helium abundance from a new sample of metal-deficient blue compact galaxies. *The Astrophysical Journal*, v. 435, p. 647–667, 1994.
- JENSEN, E. B.; STROM, K. M.; STROM, S. E. Composition gradients in spiral galaxies: A consistency check on the density-wave theory. *The Astrophysical Journal*, v. 209, p. 748–769, 1976.
- JI, X.; ÜBLER, H.; MAIOLINO, R.; D'EUGENIO, F.; ARRIBAS, S.; BUNKER, A. J.; CHARLOT, S.; PERNA, M.; PINO, B. R. D.; BÖKER, T.; CRESCI, G.; CURTI, M.; KUMARI, N.; LAMPERTI, I. GA-NIFS: an extremely nitrogen-loud and chemically stratified galaxy at z 5.55. , v. 535, n. 1, p. 881–908, nov. 2024.

- KAUFFMANN, G.; HECKMAN, T. M.; TREMONTI, C.; BRINCHMANN, J.; CHARLOT, S.; WHITE, S. D. M.; RIDGWAY, S. E.; BRINKMANN, J.; FUKUGITA, M.; HALL, P. B.; IVEZIĆ, ; RICHARDS, G. T.; SCHNEIDER, D. P. The host galaxies of active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 346, p. 1055–1077, 2003.
- KEWLEY, L. J.; DOPITA, M. A.; SUTHERLAND, R. S.; HEISLER, C. A.; TREVENA, J. The effect of metallicity on the ionization properties of H II regions. *Astrophysical Journal*, v. 556, p. 121, 2001.
- Krabbe, A. C.; PASTORIZA, M. G.; WINGE, C.; RODRIGUES, I.; DORS, O. L.; FERREIRO, D. L. A study of the remarkable galaxy system AM 546-324 (the core of the Abell 546 cluster). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 416, p. 38–50, 2011.
- \_\_\_\_\_. Interaction effects on galaxy pairs with Gemini/GMOS-III: stellar population analysis. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 467, p. 27–38, 2017.
- KRAEMER, S. B.; WU, C.-C.; CRENSHAW, D. M.; HARRINGTON, J. P. IUE spectra and photoionization models of the Seyfert 2 galaxies NGC 7674 and IC 92. *The Astrophysical Journal*, v. 435, p. 171–180, 1994.
- Lima, G. B. N. *Astronomia Extragaláctica e Cosmologia*. [S.l.]: IAG, 2022.
- Luridiana, V.; Morisset, C.; Shaw, R. A. PyNeb: A new tool for analyzing emission lines: I. Code description and validation of results. *A&A*, v. 573, 2015. ISSN 14320746.
- MACIEL, W. J. Astronomia e astrofísica. In: \_\_\_\_\_. São Paulo: Instituto Astronômico e Geofísico - USP, 1989. cap. 16 - Astronomia extragaláctica, p. 276. ISBN 85-85047-05-4.
- Maiolino, R.; Scholtz, J. et al. JADES: The diverse population of infant black holes at  $4 < z < 11$ . *Astronomy & Astrophysics*, v. 691, p. A145, 2024. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2024A%26A...691A.145M/abstract>>.
- MARINO, R. A.; ROSALES-ORTEGA, F. F.; SÁNCHEZ, S. F.; PAZ, A. Gil de; VÍLCHEZ, J.; MIRALLES-CABALLERO, D.; 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.
- Mateus, A.; Sodré, L.; Cid Fernandes, R.; Stasińska, G.; Schoenell, W.; Gomes, J. M. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - II. The bimodality of the galaxy population revisited. , v. 370, n. 2, p. 721–737, Aug 2006.
- MCCALL, M. L.; RYBSKI, P. M.; SHIELDS, G. A. 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, Oct. 1991.
- MONTEIRO, A. F.; DORS, O. L. Chemical abundances in Seyfert galaxies - VIII. Argon abundance estimates. , v. 508, n. 2, p. 3023–3034, dez. 2021.

Mortlock, D. J.; WARREN, S. J.; VENEMANS, B. P.; PATEL, M.; HEWETT, P. C.; MCMAHON, R. G.; SIMPSON, C.; THEUNS, T.; GONZÁLES-SOLARES, E. A.; ADAMSON, A.; DYE, S.; HAMBLY, N. C.; HIRST, P.; IRWIN, M. J.; KUIPER, E.; LAWRENCE, A.; RÖTTGERING, H. J. A. A luminous quasar at a redshift of  $z = 7.085$ . *Nature*, v. 474, n. 7353, p. 616–619, 2011. Disponível em: <<https://www.nature.com/articles/nature10159>>.

MÉNDEZ-DELGADO, J. E.; AMAYO, A.; ARELLANO-CÓRDOVA, K. Z.; ESTEBAN, C.; GARCÍA-ROJAS, J.; CARIGI, L.; DELGADO-INGLADA, G. Gradients of chemical abundances in the Milky Way from H II regions: distances derived from Gaia EDR3 parallaxes and temperature inhomogeneities. , v. 510, n. 3, p. 4436–4455, mar. 2022.

Nagao, T.; Maiolino, R.; Marconi, A. Gas metallicity in the narrow-line regions of high-redshift active galactic nuclei. *A&A*, v. 447, n. 3, p. 863–876, 2006. Disponível em: <<https://doi.org/10.1051/0004-6361:20054127>>.

NASA, E. . *Images from Hubble Space Telescope*. 2024. Disponível em: <<https://esahubble.org/images/>>.

NETZER, H. *The Physics and Evolution of Active Galactic Nuclei*. Cambridge University Press, 2013. ISBN 9781107021518. Disponível em: <<https://doi.org/10.1017/CBO9781139109291>>.

Newville, M.; STENSITZKI, T.; ALLEN, D. B.; RAWLIK, M.; INGARGIOLA, A.; NELSON, A. *Lmfit: Non-Linear Least-Square Minimization and Curve-Fitting for Python*. 2016. ascl:1606.014 p. Astrophysics Source Code Library, record ascl:1606.014.

Oey, M. S.; Meurer, G. R.; Yelda, S.; Furst, E. J.; Caballero-Nieves, S. M.; Hanish, D. J.; Levesque, E. M.; Thilker, D. A.; Walth, G. L.; Bland-Hawthorn, J.; Dopita, M. A.; Ferguson, H. C.; Heckman, T. M.; Doyle, M. T.; Drinkwater, M. J.; Freeman, K. C.; Kennicutt R. C., J.; Kilborn, V. A.; Knezek, P. M.; Koribalski, B.; Meyer, M.; Putman, M. E.; Ryan-Weber, E. V.; Smith, R. C.; Staveley-Smith, L.; Webster, R. L.; Werk, J.; Zwaan, M. A. The Survey for Ionization in Neutral Gas Galaxies. III. Diffuse, Warm Ionized Medium and Escape of Ionizing Radiation. , v. 661, n. 2, p. 801–814, jun. 2007.

OLIVEIRA, C. B.; KRABBE, A. C.; DORS, O. L.; ZINCHENKO, I. A.; HERNANDEZ-JIMENEZ, J. A.; CARDACI, M. V.; HÄGELE, G. F.; ILHA, G. S. Chemical abundances of liner galaxies - nitrogen abundance estimations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 531, n. 1, p. 199, 2024.

Oliveira Filho, K.; Saraiva, M. *Astronomia e Astrofísica*. [S.l.: s.n.], 2004.

OSTERBROCK, D. E. Observational model of the ionized gas in seyfert and radio-galaxy nuclei. *Proceedings of the National Academy of Sciences*, v. 75, n. 2, p. 540, 1978.

Osterbrock, D. E.; Ferland, G. J. *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. [S.l.]: University Science Books, 2006.

Pagel, B. E. J.; EDMUNDS, M. G.; BLACKWELL, D. E.; CHUN, M. S.; SMITH, G. 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, M.; Costero, R. Chemical abundances in h ii regions. *Boletín de los Observatorios de Tonantzintla y Tacubaya*, v. 5, n. 31, p. 3–24, 1969.
- PEIMBERT, M.; TORRES-PEIMBERT, S.; RUIZ, M. T. The chemical composition of the galactic H II region M17. , v. 24, p. 155–177, out. 1992.
- Peterson, B. M. *An Introduction to Active Galactic Nuclei*. s.l.: s.n., 1997.
- PETTINI, M.; PAGEL, B. E. J. [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.; GREBEL, E. K. New calibrations for abundance determinations in H II regions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 457, p. 3678–3692, abr. 2016.
- PÉREZ-MONTERO, E.; CONTINI, T. Physical properties of ionized gas in star-forming galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 398, p. 949–963, 2009.
- PÉREZ-MONTERO, E.; CONTINI, T.; LAMAREILLE, F.; AL. et. A new method for the determination of the chemical abundances in star-forming galaxies. *Astronomy and Astrophysics*, v. 549, p. A25, 2013.
- RICCI, C. *Active Galactic Nuclei at hard X-ray energies: Absorption, Reflection and the Unified Model*. Tese (Ph.D. thesis) — Université de Genève, 2011. Disponível em: <<https://archive-ouverte.unige.ch/unige:19474>>.
- RIFFEL, R.; MALLMANN, N. D.; ILHA, G. S.; STORCHI-BERGMANN, T.; RIFFEL, R. A.; REMBOLD, S. B.; BIZYAEV, D.; NASCIMENTO, J. C. do; SCHIMOIA, J. S.; COSTA, L. N. da; BOARDMAN, N. F.; BOQUIEN, M.; COUTO, G. S. Determining star formation rates in active galactic nuclei hosts via stellar population synthesis. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 501, p. 4064–4076, 2021.
- RODENER, D. e. a. Assessing the potential for liquid solvents from x-ray sources: Considerations on bodies orbiting active galactic nuclei. 2022. Disponível em: <<https://www.mdpi.com/2075-4434/10/5/101>>.
- Rosa, M. An overview of high-density nebulae. *The Messenger*, v. 39, p. 15–17, 1985.
- RUNCO, J. *Frequency of Seyfert type transitions in a sample of 102 local active galactic nuclei*. 2015. Trabalho de Conclusão de Curso, California Polytechnic State University. Disponível em: <<https://digitalcommons.calpoly.edu/physsp/128/>>.
- Ruschel-Dutra, D.; Oliveira, B. de. *danielrd6/ifscube v1.0*. 2020. Disponível em: <https://github.com/danielrd6/ifscube>.
- Ruschel-Dutra, D.; Oliveira, B. de; AL. et. Agnifs survey of local agn: Gmos-ifu data and outflows in 30 galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 507, p. 74–89, 2021.
- SCHLAFLY, E. F.; FINKBEINER, D. P. The dust reddening map for the galactic plane from sfid98. *Astrophysical Journal*, v. 737, p. 103, 2011.
- SCHLEGEL, D. J.; FINKBEINER, D. P.; DAVIS, M. Maps of dust infrared emission for use in estimation of reddening and cosmic microwave background radiation foregrounds. *Astrophysical Journal*, v. 500, p. 525, 1998.

- 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.
- Smee, S. A.; GUNN, J. E.; UOMOTO, A.; ROE, N.; SCHLEGEL, D.; ROCKOSI, C. M.; 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.; JR., O. L. D.; RIFFEL, R. A.; FATHI, K.; AXON, D. J.; ROBINSON, A.; MARCONI, A.; ÖSTLIN, G. Nuclear spirals as feeding channels to the supermassive black hole: the case of the galaxy ngc 6951. *The Astrophysical Journal*, v. 670, n. 2, p. 959–968, 2007.
- Storchi-Bergmann, T.; SCHMITT, H. R.; CALZETTI, D.; KINNEY, A. L. Chemical Abundance Calibrations for the Narrow-Line Region of Active Galaxies. *Astronomical Journal*, v. 115, p. 909–914, mar. 1998.
- Storey, P. J.; Zeippen, C. J. Theoretical values for the [o iii] 5007/4959 line-intensity ratio and experimental determinations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 312, p. 813–816, 2000.
- Tananbaum, H.; AVNI, Y.; BRANDUARDI, G.; ELVIS, M.; FABBIANO, G.; FEIGELSON, E.; GIACCONI, R.; HENRY, J. P.; PYE, J. P.; SOLTAN, A.; ZAMORANI, G. X-ray studies of quasars with the einstein observatory. *Astrophysical Journal*, v. 234, p. L9–L13, 1979.
- Thacker, R. J.; Scannapieco, E.; Couchman, H. Quasars: What Turns Them Off? *The Astrophysical Journal*, v. 653, n. 1, p. 86–100, dez. 2006.
- Thuan, T. X.; Pilyugin, L. S.; Zinchenko, I. A. 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.
- THURSTON, T. R.; EDMUNDS, M. G.; HENRY, R. B. C. Abundances in h ii regions: helium and heavy elements. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 293, p. 990–1004, 1996.
- TORRES-PEIMBERT, S.; PEIMBERT, M. The abundance of helium in h ii regions. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, v. 2, p. 181–188, 1977.
- Tremonti, C. A.; HECKMAN, T. M.; KAUFFMANN, G.; BRINCHMANN, J.; CHARLOT, S.; White, S. D. M.; Seibert, M.; Peng, E. W.; Schlegel, D. J.; Uomoto, A.; Fukugita, M.; Brinkmann, J. 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.
- VALERDI, M.; BARRERA-BALLESTEROS, J. K.; SÁNCHEZ, S. F.; ESPINOSA-PONCE, C.; CARIGI, L.; MEJÍA-NARVÁEZ, A. An empirical calibration of the helium abundance in hii regions based in literature and califa survey data. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 505, p. 5460–5467, 2021. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/stab164>>.

- VALERDI, M.; PEIMBERT, A.; PEIMBERT, M. Chemical abundances in seven metal-poor hii regions and a re-evaluation of the primordial helium abundance. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 505, p. 3624–3635, 2021.
- Wake, D. A.; BUNDY, K.; DIAMOND-STANIC, A. M.; YAN, R.; BLANTON, M. R.; et. al. The SDSS-IV MaNGA Sample: Design, Optimization, and Usage Considerations. *The Astronomical Journal*, v. 154, n. 3, p. 86, set. 2017.
- Whitford, A. E. The law of interstellar reddening. , v. 63, p. 201–207, maio 1958.
- Woo, J.-H.; Urry, C. M. Active galactic nucleus black hole masses and bolometric luminosities. *The Astrophysical Journal*, v. 579, n. 2, p. 530–544, November 2002. Disponível em: <<https://doi.org/10.1086/342878>>.
- Woosley, S. E. The Evolution of Massive Helium Stars, Including Mass Loss. , v. 878, n. 1, p. 49, jun. 2019.
- YORK, D. G.; ADELMAN, J.; JR., J. E. A.; ANDERSON, S. F.; ANNIS, J.; BAHCALL, N. A. The sloan digital sky survey: First data release. *Astronomical Journal*, v. 120, p. 1579, 2000.
- ZARITSKY, D.; KENNICUTT JR., R. C.; HUCHRA, J. P. H II regions and the abundance properties of spiral galaxies. *Astrophysical Journal*, v. 420, p. 87–109, jan. 1994.
- Zinchenko, I. A. Gas and stellar kinematic misalignment in MaNGA galaxies: What is the origin of counter-rotating gas? , v. 674, p. L7, jun. 2023.
- ZINCHENKO, I. A.; JUST, A.; PILYUGIN, L. S.; LARA-LOPEZ, M. A. Characterizing the radial oxygen abundance distribution in disk galaxies. *Astronomy and Astrophysics*, v. 623, p. A7, mar. 2019.
- ZINCHENKO, I. A.; VÍLCHEZ, J. M.; PÉREZ-MONTERO, E.; SUKHORUKOV, A. V.; SOBOLENKO, M.; PUERTAS, S. D. The dependence of the gradients of oxygen and nitrogen-to-oxygen on stellar age in MaNGA galaxies. *Astronomy and Astrophysics*, v. 655, p. A58, nov. 2021.

# Apêndices

APÊNDICE A – Tabelas extraídas de [Dors et al. \(2022\)](#)

**Table 1.** Reddening corrected emission line intensities (in relation to  $H\beta = 1.0$ ) of the Seyfert 2 sample described in Sect. 2.1.

ObjID	[O II] $\lambda 3727$	[O III] $\lambda 4363$	He II $\lambda 4686$	[O III] $\lambda 5007$	He I $\lambda 5876$	H $\alpha$ $\lambda 6563$	[N II] $\lambda 6583$	[S II] $\lambda 6716$	[S II] $\lambda 6731$	Ref.
J013957.81-004504.2	2.31±0.22	0.06±0.01	0.16±0.01	7.45±0.11	0.06±0.02	2.86±0.04	2.51±0.04	0.79±0.02	0.67±0.02	1
J033923.14-054841.5	2.63±0.20	0.09±0.01	0.26±0.01	7.90±0.02	0.09±0.01	2.86±0.01	1.52±0.01	0.53±0.01	0.45±0.01	1
J074257.23+333217.9	1.93±0.09	0.04±0.01	0.08±0.01	3.03±0.01	0.10±0.01	2.86±0.01	1.63±0.01	0.49±0.01	0.43±0.01	1
J093509.12+002557.4	2.58±0.10	0.07±0.01	0.11±0.01	3.86±0.02	0.07±0.01	2.86±0.01	2.12±0.01	0.59±0.01	0.54±0.01	1
J095759.45+022810.5	3.17±0.23	0.08±0.01	0.26±0.01	7.59±0.07	0.08±0.01	2.86±0.03	2.12±0.02	0.84±0.01	0.69±0.01	1
J100602.50+071131.8	6.21±0.04	0.15±0.01	0.27±0.01	7.61±0.01	0.09±0.01	2.86±0.01	1.85±0.01	0.62±0.01	0.51±0.01	1
J100921.26+013334.5	3.31±0.28	0.14±0.01	0.31±0.01	12.29±0.07	0.11±0.01	2.86±0.02	2.89±0.02	0.72±0.01	0.74±0.01	1
J101754.72-002811.9	2.34±0.14	0.12±0.01	0.27±0.01	6.05±0.03	0.11±0.01	2.86±0.01	1.75±0.01	0.53±0.01	0.43±0.01	1
J102039.81+642435.8	4.38±1.00	0.17±0.01	0.25±0.01	8.82±0.06	0.07±0.01	2.86±0.02	2.72±0.02	0.76±0.01	0.58±0.01	1
J112850.39+021016.2	2.97±0.20	0.28±0.02	0.28±0.02	6.75±0.15	0.16±0.03	2.86±0.07	1.79±0.05	0.64±0.03	0.51±0.03	1
Mrk 176	3.54	0.32	0.43	14.36	0.10	2.81	2.99	0.56	0.54	2
3C 33	4.93	0.32	0.26	12.68	0.096	2.63	1.76	0.87	0.73	2
Mrk 3	3.52	0.24	0.18	12.67	0.084	3.10	3.18	0.73	0.82	2
Mrk 573	2.92	0.18	0.36	12.12	0.10	2.95	2.57	0.75	0.80	2
Mrk 78	4.96	0.14	0.35	11.94	0.10	2.46	2.32	0.68	0.61	2
Mrk 348	4.45	0.26	0.22	11.74	0.12	2.76	2.28	1.09	1.25	2
Mrk 34	3.43	0.15	0.28	11.46	0.12	2.99	2.18	0.82	0.80	2
Mrk 1	2.79	0.21	0.30	10.95	0.10	2.66	2.21	0.49	0.52	2
Mrk 270	5.64	0.28	0.22	8.71	0.19	3.14	2.93	1.21	1.39	2
III Zw 55	3.19	0.25	0.20	6.92	0.090	2.86	3.87	0.66	0.74	2
3C 452	4.81	0.18	0.059	6.85	0.17	2.98	3.58	1.10	0.77	2
Mrk 198	2.51	0.12	0.075	5.56	0.11	3.02	2.26	0.89	0.68	2
Mrk 268	3.75	0.25	0.078	4.82	0.095	3.38	4.94	1.28	1.08	2
NGC 2110	4.38	0.17	0.06	4.76	0.14	2.66	3.76	1.52	1.42	3
ESO 138 G1	2.35 ± 0.08	0.34 ± 0.02	0.30 ± 0.02	8.71 ± 0.36	0.11 ± 0.02	3.00 ± 0.13	0.68 ± 0.03	0.47 ± 0.03	0.48 ± 0.03	4
NGC 3081	2.19	0.24	0.44	12.62	0.10	2.84	2.47	0.60	0.66	5
NGC 4388	2.73	0.16	0.21	10.55	0.11	2.84	1.50	0.72	0.62	5
NGC 5135	2.06	0.11	0.20	4.42	0.10	2.83	2.50	0.40	0.38	5
NGC 5728	3.50	0.47	0.32	10.85	0.15	2.83	3.93	0.44	0.435	5
Akn 347 <sup>a</sup>	2.72	0.42	0.33	15.15	0.12	3.18	3.93	0.93	0.89	6
UM 16 <sup>a</sup>	3.05	0.25	0.37	13.8	0.18	2.77	1.66	0.47	0.48	6
Mrk 612 <sup>a</sup>	1.90	0.20	0.16	9.09	0.20	2.81	3.81	0.78	0.57	6
Mrk 573	2.13 ± 0.05	0.14 ± 0.011	0.29 ± 0.02	10.26 ± 0.05	0.09 ± 0.01	2.86 ± 0.05	2.34 ± 0.04	0.79 ± 0.01	0.73 ± 0.02	7
NGC 2992	3.38 ± 0.11	0.21 ± 0.027	0.07 ± 0.02	5.25 ± 0.09	0.08 ± 0.01	2.86 ± 0.02	2.70 ± 0.03	0.52 ± 0.01	0.47 ± 0.01	7
IC 2560	1.65 ± 0.02	0.16 ± 0.017	0.26 ± 0.06	10.69 ± 0.10	0.10 ± 0.01	2.86 ± 0.08	2.88 ± 0.07	0.74 ± 0.02	0.79 ± 0.01	7
NGC 5664	1.83 ± 0.05	0.02 ± 0.006	0.12 ± 0.01	2.95 ± 0.07	0.09 ± 0.01	2.86 ± 0.12	1.70 ± 0.11	0.58 ± 0.03	0.43 ± 0.07	7
NGC 5728	2.32 ± 0.03	0.11 ± 0.016	0.17 ± 0.01	9.10 ± 0.11	0.08 ± 0.01	2.86 ± 0.13	3.53 ± 0.12	0.97 ± 0.06	0.66 ± 0.03	7
ESO 339-G11	2.39 ± 0.12	0.14 ± 0.074	0.13 ± 0.01	7.86 ± 0.05	0.09 ± 0.01	2.86 ± 0.12	3.97 ± 0.09	0.69 ± 0.02	0.64 ± 0.02	7
NGC 6890	1.66 ± 0.04	0.23 ± 0.037	0.19 ± 0.01	10.90 ± 0.03	0.06 ± 0.02	2.86 ± 0.10	2.85 ± 0.09	0.43 ± 0.01	0.39 ± 0.01	7
IC 5063	2.88 ± 0.06	0.12 ± 0.008	0.09 ± 0.01	7.83 ± 0.07	0.08 ± 0.01	2.86 ± 0.06	1.81 ± 0.06	0.77 ± 0.06	0.77 ± 0.02	7
NGC 7130	1.75 ± 0.03	0.09 ± 0.005	0.15 ± 0.01	4.62 ± 0.05	0.05 ± 0.01	2.86 ± 0.01	3.64 ± 0.00	0.50 ± 0.05	0.50 ± 0.01	7
NGC 7582	1.24 ± 0.02	0.03 ± 0.002	0.11 ± 0.05	2.14 ± 0.10	0.10 ± 0.01	2.86 ± 0.02	1.86 ± 0.02	0.40 ± 0.01	0.38 ± 0.01	7
NGC 7590	3.32 ± 0.19	0.05 ± 0.027	0.07 ± 0.03	3.47 ± 0.16	0.06 ± 0.02	2.86 ± 0.11	2.39 ± 0.18	0.98 ± 0.08	0.78 ± 0.04	7
Cygnus A	5.01	0.20	0.27	12.30	0.07	3.09	6.16	1.65	1.51	8
Mrk 1157 <sup>a</sup>	7.32	0.25	0.24	9.81	0.12	2.82	3.07	0.65	0.69	9
ESO 428-G14	2.22	0.24	0.19	11.2	0.16	2.90	3.13	0.83	0.88	10
ESO 137-G34	3.07	0.11	0.21	9.35	0.11	3.10	3.35	0.98	1.20	11
IC 3639	1.24	0.09	0.12	5.68	0.10	3.10	2.52	0.68	0.73	11
IC 4777	2.32	0.07	0.17	6.34	0.10	3.10	3.82	0.92	0.87	11
IC 4995	1.32	0.20	0.27	11.87	0.08	3.10	2.49	0.68	0.76	11
IRAS 11215-2806	2.48	0.14	0.25	7.25	0.11	3.10	1.74	0.84	0.79	11

**Table 1** – *continued*

ObjID	[O II]	[O III]	He II	[O III]	He I	H $\alpha$	[N II]	[S II]	[S II]	Ref.
	$\lambda 3727$	$\lambda 4363$	$\lambda 4686$	$\lambda 5007$	$\lambda 5876$	$\lambda 6563$	$\lambda 6583$	$\lambda 6716$	$\lambda 6731$	
MCG-01-24-012	3.31	0.16	0.20	8.51	0.09	3.10	1.77	0.97	0.86	11
MCG-02-51-008	2.35	0.05	0.09	4.23	0.10	3.10	2.10	0.84	0.63	11
NGC 1125	3.13	0.08	0.14	5.86	0.10	3.10	2.30	0.79	0.78	11
NGC 1194	1.64	0.08	0.06	6.21	0.11	3.10	1.61	1.01	0.77	11
NGC 1320	0.98	0.13	0.37	9.34	0.11	3.10	2.21	0.65	0.62	11
NGC 3281	2.06	0.09	0.29	7.71	0.11	3.10	2.85	0.88	0.76	11
NGC 3393	2.23	0.10	0.26	9.428	0.12	3.10	3.13	0.92	0.93	11
NGC 4939	2.05	0.12	0.30	10.03	0.12	3.10	4.16	0.91	0.99	11
NGC 4968	1.64	0.22	0.27	9.45	0.12	3.10	3.28	0.62	0.65	11
NGC 5427	2.15	0.13	0.18	7.96	0.14	3.10	3.95	0.80	0.88	11
NGC 5643	2.74	0.12	0.24	8.60	0.04	3.10	2.98	0.97	0.91	11
NGC 5990	1.88	0.01	0.07	2.16	0.09	3.10	2.06	0.48	0.42	11
NGC 7682	2.85	0.16	0.19	9.34	0.09	3.10	3.03	1.09	1.17	11
PKS 1306-241	3.47	0.04	0.05	3.82	0.10	3.10	1.25	0.69	0.61	11

References: (1) SDSS-DR7 (York et al. 2000), (2) Koski (1978), (3) Shuder (1980), (4) Alloin et al. (1992), (5) Phillips et al. (1983), (6) Shuder & Osterbrock (1981), (7) Dopita et al. (2015), (8) Osterbrock & Miller (1975), (9) Durret (1994), (10) Bergvall et al. (1986), (11) Thomas et al. (2017).

**Table 2.** Reddening corrected emission line intensities (in relation to  $H\beta = 1.0$ ) of the SF sample described in Sect. 2.2.

ObjID	[O II] $\lambda 3727$	[O III] $\lambda 4363$	He II $\lambda 4686$	[O III] $\lambda 5007$	He I $\lambda 5876$	H $\alpha$ $\lambda 6563$	[N II] $\lambda 6583$	[S II] $\lambda 6716$	[S II] $\lambda 6731$	Ref.
NGC3184-72.8+91.3	$1.82 \pm 0.01$	$0.002 \pm 0.0010$	$0.011 \pm 0.0010$	$0.384 \pm 0.002$	$0.083 \pm 0.001$	$2.801 \pm 0.027$	$0.923 \pm 0.008$	$0.352 \pm 0.003$	$0.253 \pm 0.002$	1
NGC3184+14.9-139.6	$2.47 \pm 0.04$	$0.008 \pm 0.0010$	$0.024 \pm 0.0030$	$1.445 \pm 0.016$	$0.081 \pm 0.006$	$2.883 \pm 0.046$	$0.789 \pm 0.012$	$0.424 \pm 0.006$	$0.303 \pm 0.005$	1
NGC3184+80.0-148.2	$2.88 \pm 0.03$	$0.004 \pm 0.0010$	$0.007 \pm 0.0010$	$0.860 \pm 0.018$	$0.110 \pm 0.010$	$2.937 \pm 0.056$	$0.828 \pm 0.016$	$0.439 \pm 0.009$	$0.321 \pm 0.007$	1
NGC3184-93.3-142.3	$2.20 \pm 0.03$	$0.008 \pm 0.0020$	$0.001 \pm 0.0010$	$1.902 \pm 0.031$	$0.129 \pm 0.010$	$2.840 \pm 0.067$	$0.543 \pm 0.013$	$0.385 \pm 0.009$	$0.263 \pm 0.006$	1
NGC3184-172.5-30.2	$2.32 \pm 0.01$	$0.014 \pm 0.0010$	$0.003 \pm 0.0010$	$2.434 \pm 0.017$	$0.124 \pm 0.004$	$2.801 \pm 0.023$	$0.485 \pm 0.005$	$0.251 \pm 0.002$	$0.183 \pm 0.001$	1
+164.6+9.9	$1.94 \pm 0.04$	$0.002 \pm 0.0002$	$0.009 \pm 0.0010$	$0.980 \pm 0.020$	$0.116 \pm 0.002$	$3.015 \pm 0.060$	$0.650 \pm 0.027$	$0.161 \pm 0.006$	$0.116 \pm 0.005$	2
+17.3-235.4	$2.43 \pm 0.03$	$0.004 \pm 0.0005$	$0.001 \pm 0.0004$	$1.170 \pm 0.023$	$0.110 \pm 0.002$	$2.865 \pm 0.057$	$0.650 \pm 0.020$	$0.240 \pm 0.007$	$0.170 \pm 0.005$	2
+189.2-136.3	$1.60 \pm 0.03$	$0.006 \pm 0.0002$	$0.010 \pm 0.0017$	$2.603 \pm 0.052$	$0.140 \pm 0.002$	$2.815 \pm 0.056$	$0.400 \pm 0.014$	$0.113 \pm 0.004$	$0.090 \pm 0.003$	2
-183.9-179.0	$1.82 \pm 0.03$	$0.003 \pm 0.0007$	$0.001 \pm 0.0004$	$1.534 \pm 0.031$	$0.110 \pm 0.002$	$2.955 \pm 0.059$	$0.510 \pm 0.020$	$0.223 \pm 0.009$	$0.155 \pm 0.007$	2
+225.6-124.1	$2.49 \pm 0.04$	$0.006 \pm 0.0004$	$0.002 \pm 0.0004$	$1.747 \pm 0.035$	$0.118 \pm 0.002$	$2.874 \pm 0.057$	$0.530 \pm 0.011$	$0.252 \pm 0.005$	$0.179 \pm 0.003$	2
+117.9-235.0	$2.57 \pm 0.06$	$0.006 \pm 0.0008$	$0.018 \pm 0.0017$	$1.381 \pm 0.028$	$0.115 \pm 0.003$	$2.850 \pm 0.057$	$0.420 \pm 0.015$	$0.202 \pm 0.007$	$0.146 \pm 0.005$	2
-200.3-193.6	$2.00 \pm 0.04$	$0.006 \pm 0.0006$	$0.010 \pm 0.0017$	$1.966 \pm 0.039$	$0.114 \pm 0.003$	$2.697 \pm 0.054$	$0.380 \pm 0.015$	$0.230 \pm 0.009$	$0.161 \pm 0.007$	2
+96.7+266.9	$2.50 \pm 0.05$	$0.003 \pm 0.0006$	$0.003 \pm 0.0004$	$0.820 \pm 0.016$	$0.091 \pm 0.002$	$2.976 \pm 0.060$	$0.710 \pm 0.026$	$0.430 \pm 0.016$	$0.300 \pm 0.012$	2
+252.2-109.8	$2.44 \pm 0.05$	$0.007 \pm 0.0005$	$0.004 \pm 0.0003$	$1.623 \pm 0.032$	$0.099 \pm 0.002$	$2.794 \pm 0.056$	$0.600 \pm 0.023$	$0.370 \pm 0.014$	$0.260 \pm 0.010$	2
+254.6-107.2	$1.60 \pm 0.05$	$0.013 \pm 0.0003$	$0.008 \pm 0.0010$	$3.455 \pm 0.069$	$0.144 \pm 0.004$	$2.421 \pm 0.048$	$0.370 \pm 0.020$	$0.144 \pm 0.008$	$0.120 \pm 0.006$	2
+281.4-71.8	$2.84 \pm 0.04$	$0.007 \pm 0.0005$	$0.011 \pm 0.0013$	$1.621 \pm 0.032$	$0.120 \pm 0.002$	$2.885 \pm 0.058$	$0.430 \pm 0.015$	$0.191 \pm 0.007$	$0.130 \pm 0.005$	2
-243.0+159.6	$2.81 \pm 0.05$	$0.002 \pm 0.0004$	$0.003 \pm 0.0005$	$0.860 \pm 0.017$	$0.089 \pm 0.003$	$2.798 \pm 0.056$	$0.670 \pm 0.027$	$0.400 \pm 0.016$	$0.280 \pm 0.012$	2
-297.7+87.1	$3.01 \pm 0.08$	$0.005 \pm 0.0005$	$0.010 \pm 0.0013$	$1.197 \pm 0.024$	$0.109 \pm 0.004$	$2.811 \pm 0.056$	$0.630 \pm 0.029$	$0.370 \pm 0.018$	$0.270 \pm 0.015$	2
-309.4+56.9	$2.45 \pm 0.06$	$0.004 \pm 0.0005$	$0.008 \pm 0.0013$	$1.094 \pm 0.022$	$0.073 \pm 0.003$	$2.785 \pm 0.056$	$0.640 \pm 0.028$	$0.400 \pm 0.017$	$0.280 \pm 0.013$	2
+354.1+71.2	$2.43 \pm 0.06$	$0.019 \pm 0.0005$	$0.001 \pm 0.0002$	$3.520 \pm 0.070$	$0.113 \pm 0.002$	$2.887 \pm 0.058$	$0.330 \pm 0.014$	$0.218 \pm 0.009$	$0.159 \pm 0.007$	2
-164.9-333.9	$2.28 \pm 0.05$	$0.008 \pm 0.0002$	$0.007 \pm 0.0011$	$2.441 \pm 0.049$	$0.125 \pm 0.002$	$2.796 \pm 0.056$	$0.290 \pm 0.013$	$0.152 \pm 0.006$	$0.108 \pm 0.004$	2
+360.9+75.3	$1.75 \pm 0.04$	$0.017 \pm 0.0005$	$0.002 \pm 0.0002$	$3.537 \pm 0.071$	$0.114 \pm 0.003$	$2.884 \pm 0.058$	$0.250 \pm 0.012$	$0.168 \pm 0.008$	$0.120 \pm 0.005$	2
-377.9-64.9	$2.87 \pm 0.07$	$0.007 \pm 0.0003$	$0.004 \pm 0.0003$	$1.324 \pm 0.026$	$0.095 \pm 0.002$	$2.797 \pm 0.056$	$0.570 \pm 0.026$	$0.430 \pm 0.020$	$0.300 \pm 0.017$	2
-99.6-388.0	$1.87 \pm 0.04$	$0.020 \pm 0.0004$	$0.005 \pm 0.0008$	$3.882 \pm 0.078$	$0.125 \pm 0.003$	$2.663 \pm 0.053$	$0.260 \pm 0.012$	$0.150 \pm 0.007$	$0.122 \pm 0.005$	2
-397.4-71.7	$2.41 \pm 0.05$	$0.010 \pm 0.0016$	$0.014 \pm 0.0031$	$1.847 \pm 0.037$	$0.065 \pm 0.003$	$2.691 \pm 0.054$	$0.440 \pm 0.016$	$0.310 \pm 0.012$	$0.212 \pm 0.008$	2
-226.9-366.4	$3.94 \pm 0.09$	$0.008 \pm 0.0006$	$0.006 \pm 0.0007$	$1.514 \pm 0.030$	$0.109 \pm 0.002$	$2.752 \pm 0.055$	$0.400 \pm 0.016$	$0.290 \pm 0.012$	$0.204 \pm 0.008$	2
-405.5-157.7	$3.14 \pm 0.06$	$0.010 \pm 0.0009$	$0.011 \pm 0.0020$	$1.299 \pm 0.026$	$0.114 \pm 0.005$	$2.801 \pm 0.056$	$0.510 \pm 0.021$	$0.360 \pm 0.015$	$0.250 \pm 0.011$	2
-345.5+273.8	$3.52 \pm 0.07$	$0.039 \pm 0.0014$	$0.008 \pm 0.0016$	$4.450 \pm 0.100$	$0.100 \pm 0.017$	$2.810 \pm 0.056$	$0.380 \pm 0.021$	$0.550 \pm 0.030$	$0.400 \pm 0.022$	2
-410.3-206.3	$3.18 \pm 0.08$	$0.006 \pm 0.0007$	$0.004 \pm 0.0010$	$1.462 \pm 0.029$	$0.111 \pm 0.003$	$2.736 \pm 0.055$	$0.460 \pm 0.021$	$0.250 \pm 0.012$	$0.173 \pm 0.008$	2
-371.1-280.0	$2.52 \pm 0.04$	$0.016 \pm 0.0003$	$0.004 \pm 0.0005$	$2.665 \pm 0.053$	$0.111 \pm 0.002$	$2.865 \pm 0.057$	$0.360 \pm 0.014$	$0.270 \pm 0.010$	$0.195 \pm 0.008$	2
-368.3-285.6	$2.36 \pm 0.04$	$0.016 \pm 0.0003$	$0.003 \pm 0.0004$	$3.231 \pm 0.065$	$0.118 \pm 0.002$	$2.932 \pm 0.059$	$0.350 \pm 0.013$	$0.222 \pm 0.008$	$0.166 \pm 0.006$	2
-392.0-270.1	$1.55 \pm 0.03$	$0.021 \pm 0.0004$	$0.008 \pm 0.0012$	$3.721 \pm 0.074$	$0.117 \pm 0.002$	$2.879 \pm 0.058$	$0.223 \pm 0.009$	$0.138 \pm 0.005$	$0.105 \pm 0.004$	2
-481.4-0.5	$3.17 \pm 0.07$	$0.039 \pm 0.0007$	$0.009 \pm 0.0013$	$2.843 \pm 0.057$	$0.091 \pm 0.002$	$2.443 \pm 0.049$	$0.190 \pm 0.011$	$0.250 \pm 0.015$	$0.180 \pm 0.011$	2
-453.8-191.8	$2.65 \pm 0.06$	$0.036 \pm 0.0009$	$0.003 \pm 0.0004$	$3.747 \pm 0.075$	$0.103 \pm 0.002$	$2.620 \pm 0.052$	$0.185 \pm 0.007$	$0.204 \pm 0.008$	$0.142 \pm 0.005$	2
+331.9+401.0	$2.05 \pm 0.04$	$0.029 \pm 0.0015$	$0.003 \pm 0.0009$	$3.610 \pm 0.072$	$0.098 \pm 0.006$	$2.812 \pm 0.056$	$0.157 \pm 0.007$	$0.128 \pm 0.005$	$0.089 \pm 0.004$	2
+509.5+264.1	$2.04 \pm 0.04$	$0.033 \pm 0.0006$	$0.004 \pm 0.0001$	$4.173 \pm 0.083$	$0.107 \pm 0.002$	$2.832 \pm 0.057$	$0.153 \pm 0.006$	$0.157 \pm 0.005$	$0.110 \pm 0.004$	2
+266.0+534.1	$2.85 \pm 0.07$	$0.053 \pm 0.0024$	$0.030 \pm 0.0054$	$4.707 \pm 0.094$	$0.099 \pm 0.014$	$2.759 \pm 0.055$	$0.190 \pm 0.012$	$0.230 \pm 0.014$	$0.160 \pm 0.010$	2
+667.9+174.1	$1.21 \pm 0.03$	$0.088 \pm 0.0027$	$0.006 \pm 0.0002$	$6.740 \pm 0.100$	$0.110 \pm 0.002$	$2.714 \pm 0.054$	$0.082 \pm 0.004$	$0.105 \pm 0.004$	$0.086 \pm 0.003$	2
+1.0+885.8	$2.56 \pm 0.06$	$0.027 \pm 0.0007$	$0.017 \pm 0.0008$	$1.839 \pm 0.037$	$0.097 \pm 0.007$	$2.654 \pm 0.053$	$0.118 \pm 0.006$	$0.167 \pm 0.007$	$0.115 \pm 0.005$	2
+6.6+886.3	$2.37 \pm 0.05$	$0.039 \pm 0.0010$	$0.009 \pm 0.0008$	$2.688 \pm 0.054$	$0.103 \pm 0.004$	$2.682 \pm 0.054$	$0.111 \pm 0.005$	$0.163 \pm 0.006$	$0.112 \pm 0.004$	2
NGC5194+30.2+2.2	$1.51 \pm 0.03$	$0.013 \pm 0.0035$	$0.020 \pm 0.0023$	$0.341 \pm 0.006$	$0.062 \pm 0.001$	$2.960 \pm 0.059$	$1.394 \pm 0.028$	$0.266 \pm 0.005$	$0.246 \pm 0.004$	3
NGC 2403-38+51	$2.03 \pm 0.13$	$0.006 \pm 0.0010$	$0.018 \pm 0.0110$	$1.446 \pm 0.114$	$0.110 \pm 0.008$	$2.949 \pm 0.182$	$0.478 \pm 0.028$	$0.173 \pm 0.013$	$0.135 \pm 0.011$	4
NGC 2403+7+37	$2.12 \pm 0.14$	$0.007 \pm 0.0010$	$0.006 \pm 0.0040$	$1.429 \pm 0.121$	$0.114 \pm 0.008$	$2.952 \pm 0.187$	$0.455 \pm 0.034$	$0.178 \pm 0.013$	$0.131 \pm 0.010$	4
NGC 2403+119-28	$2.47 \pm 0.10$	$0.006 \pm 0.0020$	$0.008 \pm 0.0050$	$2.098 \pm 0.094$	$0.123 \pm 0.006$	$3.017 \pm 0.126$	$0.437 \pm 0.027$	$0.221 \pm 0.014$	$0.167 \pm 0.014$	4
NGC 2403-59+118	$1.47 \pm 0.10$	$0.005 \pm 0.0010$	$0.020 \pm 0.0130$	$2.230 \pm 0.184$	$0.130 \pm 0.009$	$2.939 \pm 0.182$	$0.266 \pm 0.182$	$0.147 \pm 0.012$	$0.104 \pm 0.009$	4
NGC 2403+96+30	$2.38 \pm 0.05$	$0.008 \pm 0.0010$	$0.008 \pm 0.0040$	$2.159 \pm 0.070$	$0.120 \pm 0.005$	$2.909 \pm 0.092$	$0.361 \pm 0.020$	$0.190 \pm 0.011$	$0.151 \pm 0.009$	4
NGC 2403+44+82	$2.99 \pm 0.21$	$0.005 \pm 0.0010$	$0.014 \pm 0.0090$	$1.383 \pm 0.117$	$0.114 \pm 0.007$	$3.067 \pm 0.189$	$0.453 \pm 0.033$	$0.204 \pm 0.014$	$0.144 \pm 0.014$	4
NGC 2403+166-140	$1.99 \pm 0.14$	$0.010 \pm 0.0010$	$0.014 \pm 0.0090$	$2.132 \pm 0.180$	$0.129 \pm 0.010$	$2.923 \pm 0.183$	$0.260 \pm 0.021$	$0.182 \pm 0.015$	$0.133 \pm 0.011$	4
NGC 2403-99-59	$3.31 \pm 0.18$	$0.007 \pm 0.0010$	$0.003 \pm 0.0020$	$1.699 \pm 0.108$	$0.109 \pm 0.005$	$2.992 \pm 0.145$	$0.482 \pm 0.034$	$0.345 \pm 0.017$	$0.247 \pm 0.013$	4
NGC 2403-196+58	$1.90 \pm 0.07$	$0.007 \pm 0.0010$	$0.006 \pm 0.0040$	$2.160 \pm 0.084$	$0.117 \pm 0.005$	$2.902 \pm 0.102$	$0.315 \pm 0.023$	$0.150 \pm 0.008$	$0.110 \pm 0.006$	4
NGC 2403-22-162	$3.63 \pm 0.15$	$0.009 \pm 0.0020$	$0.020 \pm 0.0160$	$1.792 \pm 0.083$	$0.116 \pm 0.007$	$2.881 \pm 0.108$	$0.394 \pm 0.024$	$0.331 \pm 0.019$	$0.241 \pm 0.016$	4
NGC 2403+160-251	$2.83 \pm 0.20$	$0.026 \pm 0.0030$	$0.015 \pm 0.0030$	$3.160 \pm 0.261$	$0.109 \pm 0.007$	$2.976 \pm 0.178$	$0.204 \pm 0.017$	$0.201 \pm 0.014$	$0.143 \pm 0.011$	4
SDSS J1455	$1.11 \pm 0.01$	$0.102 \pm 0.0030$	$0.007 \pm 0.0009$	$6.135 \pm 0.033$	$0.114 \pm 0.003$	$2.775 \pm 0.018$	$0.079 \pm 0.002$	$0.100 \pm 0.002$	$0.008 \pm 0.002$	5
SDSS J1657	$0.84 \pm 0.02$	$0.085$								

Table 2 – *continued*

ObjID	[O II] $\lambda 3727$	[O III] $\lambda 4363$	He II $\lambda 4686$	[O III] $\lambda 5007$	He I $\lambda 5876$	H $\alpha$ $\lambda 6563$	[N II] $\lambda 6583$	[S II] $\lambda 6716$	[S II] $\lambda 6731$	Ref.
J0118+3512	0.84 ± 0.01	0.064 ± 0.0016	0.032 ± 0.0020	3.062 ± 0.005	0.114 ± 0.004	3.349 ± 0.005	0.039 ± 0.002	0.110 ± 0.003	0.085 ± 0.002	7
J1322+5425	0.43 ± 0.01	0.075 ± 0.0013	0.010 ± 0.0008	2.938 ± 0.005	0.084 ± 0.001	2.670 ± 0.008	0.015 ± 0.001	0.044 ± 0.001	0.031 ± 0.001	7
0723+692A	0.61 ± 0.01	0.143 ± 0.0010	0.009 ± 0.0010	6.591 ± 0.007	0.106 ± 0.001	2.788 ± 0.004	0.024 ± 0.001	0.049 ± 0.001	0.037 ± 0.001	8
0723+692B	1.57 ± 0.01	0.082 ± 0.0040	0.014 ± 0.0040	4.303 ± 0.031	0.102 ± 0.003	2.794 ± 0.023	0.055 ± 0.003	0.114 ± 0.003	0.082 ± 0.003	8
0749+568	1.66 ± 0.04	0.098 ± 0.0110	0.018 ± 0.0080	4.880 ± 0.099	0.111 ± 0.009	2.797 ± 0.064	0.076 ± 0.007	0.178 ± 0.011	0.114 ± 0.008	8
0907+543	0.94 ± 0.02	0.121 ± 0.0080	0.029 ± 0.0010	6.838 ± 0.109	0.106 ± 0.007	2.803 ± 0.053	0.033 ± 0.005	0.065 ± 0.006	0.050 ± 0.005	8
0917+527	1.88 ± 0.01	0.092 ± 0.0040	0.023 ± 0.0030	4.680 ± 0.003	0.103 ± 0.003	2.797 ± 0.019	0.058 ± 0.002	0.164 ± 0.003	0.114 ± 0.003	8
0926+606	1.78 ± 0.01	0.083 ± 0.0030	0.016 ± 0.0020	4.772 ± 0.026	0.104 ± 0.003	2.804 ± 0.017	0.083 ± 0.002	0.182 ± 0.003	0.146 ± 0.003	8
0930+554	0.40 ± 0.00	0.060 ± 0.0020	0.027 ± 0.0020	1.961 ± 0.008	0.081 ± 0.001	2.930 ± 0.012	0.013 ± 0.001	0.031 ± 0.001	0.023 ± 0.001	8
1030+583	0.96 ± 0.00	0.104 ± 0.0020	0.024 ± 0.0020	5.028 ± 0.021	0.099 ± 0.002	2.786 ± 0.013	0.031 ± 0.001	0.096 ± 0.002	0.067 ± 0.001	8
1116+583B	0.58 ± 0.02	0.117 ± 0.0120	0.025 ± 0.0100	4.842 ± 0.111	0.101 ± 0.009	2.777 ± 0.072	0.027 ± 0.007	0.068 ± 0.007	0.065 ± 0.008	8
1205+557	2.13 ± 0.02	0.083 ± 0.0070	0.018 ± 0.0070	3.714 ± 0.043	0.099 ± 0.005	2.714 ± 0.035	0.083 ± 0.005	0.183 ± 0.007	0.130 ± 0.007	8
1222+614	1.16 ± 0.00	0.102 ± 0.0020	0.017 ± 0.0020	5.955 ± 0.022	0.100 ± 0.002	2.761 ± 0.012	0.038 ± 0.001	0.090 ± 0.001	0.065 ± 0.001	8
1223+487	0.71 ± 0.00	0.127 ± 0.0010	0.012 ± 0.0010	5.543 ± 0.008	0.102 ± 0.001	2.777 ± 0.005	0.029 ± 0.001	0.061 ± 0.001	0.045 ± 0.001	8
1256+351	1.10 ± 0.00	0.089 ± 0.0010	0.011 ± 0.0010	5.802 ± 0.009	0.106 ± 0.001	2.819 ± 0.005	0.046 ± 0.001	0.095 ± 0.001	0.071 ± 0.001	8
1319+579A	1.02 ± 0.00	0.093 ± 0.0020	0.008 ± 0.0010	6.700 ± 0.028	0.113 ± 0.002	2.827 ± 0.014	0.050 ± 0.001	0.101 ± 0.001	0.079 ± 0.001	8
1319+579B4	2.44 ± 0.06	0.050 ± 0.0150	0.038 ± 0.0230	3.282 ± 0.073	0.094 ± 0.011	2.815 ± 0.069	0.161 ± 0.013	0.374 ± 0.017	0.273 ± 0.015	8
1319+579C	2.38 ± 0.01	0.033 ± 0.0030	0.014 ± 0.0040	3.520 ± 0.025	0.106 ± 0.003	2.852 ± 0.022	0.150 ± 0.003	0.269 ± 0.004	0.192 ± 0.004	8
1358+576	1.67 ± 0.01	0.089 ± 0.0030	0.012 ± 0.0020	4.874 ± 0.026	0.112 ± 0.002	2.803 ± 0.017	0.108 ± 0.003	0.153 ± 0.003	0.111 ± 0.002	8
1441+294	1.50 ± 0.03	0.069 ± 0.0100	0.019 ± 0.0130	4.927 ± 0.099	0.116 ± 0.009	2.824 ± 0.064	0.083 ± 0.008	0.204 ± 0.011	0.138 ± 0.010	8
1533+574B	2.03 ± 0.01	0.065 ± 0.0040	0.011 ± 0.0030	5.329 ± 0.035	0.108 ± 0.003	2.849 ± 0.021	0.087 ± 0.002	0.167 ± 0.003	0.117 ± 0.002	8
Pox 105	1.25 ± 0.00	0.113 ± 0.0000	0.015 ± 0.0000	5.540 ± 0.000	0.096 ± 0.000	2.800 ± 0.000	0.064 ± 0.000	0.084 ± 0.000	0.058 ± 0.000	9
Pox 120	0.79 ± 0.00	0.135 ± 0.0000	0.016 ± 0.0000	6.290 ± 0.000	0.101 ± 0.000	2.780 ± 0.000	0.048 ± 0.000	0.074 ± 0.000	0.047 ± 0.000	9
Pox 139	1.47 ± 0.00	0.096 ± 0.0000	0.023 ± 0.0000	5.710 ± 0.000	0.101 ± 0.000	2.800 ± 0.000	0.019 ± 0.000	0.117 ± 0.000	0.077 ± 0.000	9
UM 160 A	1.33 ± 0.03	0.085 ± 0.0068	0.004 ± 0.0012	5.240 ± 0.524	0.100 ± 0.006	2.800 ± 0.028	0.048 ± 0.003	0.111 ± 0.006	0.085 ± 0.005	10
UM 160 B	1.48 ± 0.03	0.066 ± 0.0066	0.023 ± 0.0035	4.740 ± 0.474	0.096 ± 0.007	2.780 ± 0.055	0.071 ± 0.005	0.152 ± 0.009	0.102 ± 0.006	10
UM 420 B	2.57 ± 0.05	0.061 ± 0.0073	0.023 ± 0.0058	4.260 ± 4.260	0.113 ± 0.006	2.810 ± 0.056	0.245 ± 0.009	0.250 ± 0.010	0.196 ± 0.009	10
TOL 0513-393	0.53 ± 0.01	0.155 ± 0.0061	0.010 ± 0.0015	7.760 ± 0.776	0.128 ± 0.005	2.820 ± 0.028	0.045 ± 0.002	0.062 ± 0.003	0.053 ± 0.003	10
TOL 2146-391-C	0.61 ± 0.00	0.127 ± 0.0026	0.017 ± 0.0009	5.941 ± 0.059	0.109 ± 0.002	2.820 ± 0.028	0.027 ± 0.001	0.066 ± 0.001	0.052 ± 0.001	11
TOL 2146-391-E	0.64 ± 0.00	0.127 ± 0.0038	0.018 ± 0.0013	5.897 ± 0.058	0.106 ± 0.003	2.770 ± 0.027	0.028 ± 0.001	0.067 ± 0.002	0.052 ± 0.002	11
TOL 0357-3915-C	0.81 ± 0.01	0.123 ± 0.0043	0.019 ± 0.0016	6.549 ± 0.065	0.111 ± 0.003	2.800 ± 0.028	0.055 ± 0.002	0.065 ± 0.002	0.049 ± 0.002	11
TOL 0357-3915-E	0.85 ± 0.01	0.116 ± 0.0058	0.013 ± 0.0019	6.300 ± 0.063	0.107 ± 0.005	2.810 ± 0.042	0.058 ± 0.004	0.070 ± 0.004	0.054 ± 0.003	11
NGC 346	0.80 ± 0.01	0.070 ± 0.0014	0.002 ± 0.0002	5.220 ± 0.044	0.108 ± 0.001	2.820 ± 0.023	0.038 ± 0.001	0.074 ± 0.001	0.053 ± 0.001	12

References: (1) Berg et al. (2020), (2) Croxall et al. (2016), (3) Croxall et al. (2015), (4) Rogers et al. (2021), (5) Hägele et al. (2008), (6) Annibali et al. (2019), (7) Hsyu et al. (2020), (8) Izotov et al. (1997), (9) Kunth & Sargent (1983), (10) Valerdi et al. (2021a), (11) Peimbert et al. (2012), (12) Valerdi et al. (2019).

Table 3. Chemical abundances for the Seyfert 2 and Star-forming samples.

ObjID	<sup>a</sup> O <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	<sup>a</sup> O <sup>2+</sup> /H <sup>+</sup>	ICF(O)	<sup>b</sup> O/H	<sup>a</sup> He <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	<sup>a</sup> He <sup>2+</sup> /H <sup>+</sup>	ICF(He)	<sup>b</sup> He/H
Seyfert 2								
J013957.81-004504.2	8.564 ± 0.041	8.324 ± 0.006	1.3	8.901 ± 0.129	10.626 ± 0.144	10.120 ± 0.027	1.5	10.918 ± 0.075
J033923.14-054841.5	8.522 ± 0.033	8.185 ± 0.001	1.3	8.815 ± 0.026	10.805 ± 0.048	10.339 ± 0.017	1.5	11.114 ± 0.023
J074257.23+333217.9	8.366 ± 0.021	7.700 ± 0.001	1.1	8.491 ± 0.018	10.852 ± 0.044	9.833 ± 0.055	1.3	11.007 ± 0.031
J093509.12+002557.4	8.438 ± 0.017	7.647 ± 0.002	1.2	8.580 ± 0.019	10.700 ± 0.061	9.981 ± 0.039	1.4	10.931 ± 0.037
J095759.45+022810.5	8.631 ± 0.033	8.208 ± 0.004	1.4	8.912 ± 0.029	10.757 ± 0.056	10.338 ± 0.017	1.6	11.092 ± 0.026
J100602.50+071131.8	8.825 ± 0.003	7.904 ± 0.001	1.4	9.012 ± 0.014	10.807 ± 0.046	10.370 ± 0.015	1.6	11.158 ± 0.021
J100921.26+013334.5	8.599 ± 0.036	8.377 ± 0.002	1.3	8.931 ± 0.025	10.888 ± 0.038	10.416 ± 0.014	1.5	11.191 ± 0.020
J101754.72-002811.9	8.404 ± 0.026	7.801 ± 0.002	1.3	8.615 ± 0.022	10.895 ± 0.040	10.370 ± 0.016	1.5	11.183 ± 0.021
J102039.81+642435.8	8.681 ± 0.099	7.979 ± 0.003	1.4	8.914 ± 0.083	10.699 ± 0.061	10.334 ± 0.017	1.6	11.066 ± 0.027
J112850.39+021016.2	8.734 ± 0.029	7.456 ± 0.010	1.2	8.850 ± 0.033	11.049 ± 0.082	10.409 ± 0.031	1.4	11.298 ± 0.046
Mrk176	8.564 ± 0.008	8.115 ± 0.004	1.5	8.882 ± 0.012	10.849 ± 0.028	10.576 ± 0.007	1.6	11.238 ± 0.012
3C33	8.740 ± 0.006	7.998 ± 0.005	1.3	8.939 ± 0.010	10.835 ± 0.028	10.361 ± 0.011	1.5	11.144 ± 0.014
Mrk3	8.549 ± 0.008	8.144 ± 0.005	1.3	8.796 ± 0.010	10.771 ± 0.032	10.194 ± 0.015	1.5	11.035 ± 0.018
Mrk573	8.492 ± 0.010	8.244 ± 0.005	1.4	8.844 ± 0.011	10.848 ± 0.028	10.488 ± 0.008	1.6	11.196 ± 0.012
Mrk78	8.782 ± 0.006	8.351 ± 0.005	1.4	8.971 ± 0.010	10.851 ± 0.027	10.469 ± 0.008	1.6	11.204 ± 0.012
Mrk348	8.654 ± 0.007	8.032 ± 0.005	1.2	8.836 ± 0.007	10.927 ± 0.023	10.286 ± 0.013	1.4	11.173 ± 0.013
Mrk34	8.590 ± 0.008	8.280 ± 0.005	1.3	8.871 ± 0.008	10.929 ± 0.022	10.376 ± 0.010	1.5	11.202 ± 0.012
Mrk1	8.450 ± 0.010	8.073 ± 0.005	1.4	8.740 ± 0.011	10.849 ± 0.027	10.416 ± 0.009	1.5	11.167 ± 0.013
Mrk270	8.844 ± 0.005	7.707 ± 0.007	1.2	8.936 ± 0.006	11.123 ± 0.014	10.298 ± 0.013	1.4	11.320 ± 0.009
II Zw55	8.655 ± 0.009	7.543 ± 0.009	1.3	8.799 ± 0.011	10.799 ± 0.031	10.260 ± 0.014	1.5	11.086 ± 0.016
3C452	8.771 ± 0.006	7.710 ± 0.009	1.0	8.825 ± 0.006	11.088 ± 0.017	9.719 ± 0.048	1.4	11.242 ± 0.012
Mrk198	8.446 ± 0.012	7.722 ± 0.011	1.1	8.556 ± 0.011	10.898 ± 0.025	9.815 ± 0.037	1.3	11.049 ± 0.018
Mrk268	8.930 ± 0.007	7.241 ± 0.012	1.1	8.983 ± 0.008	10.824 ± 0.027	9.861 ± 0.033	1.3	10.991 ± 0.019
NGC2110	8.796 ± 0.006	7.387 ± 0.012	1.1	8.836 ± 0.007	10.992 ± 0.018	9.736 ± 0.043	1.3	11.131 ± 0.013
ESO138G1	8.572 ± 0.015	7.596 ± 0.018	1.4	8.752 ± 0.027	10.885 ± 0.079	10.439 ± 0.029	1.5	11.198 ± 0.037
NGC3081	8.344 ± 0.013	8.139 ± 0.005	1.5	8.743 ± 0.013	10.848 ± 0.027	10.582 ± 0.006	1.6	11.234 ± 0.012
NGC4388	8.481 ± 0.011	8.173 ± 0.006	1.2	8.745 ± 0.009	10.894 ± 0.025	10.254 ± 0.013	1.4	11.137 ± 0.015
NGC5135	8.344 ± 0.014	7.546 ± 0.014	1.3	8.505 ± 0.014	10.850 ± 0.028	10.247 ± 0.014	1.5	11.113 ± 0.015
NGC5728	8.813 ± 0.009	7.634 ± 0.006	1.3	8.950 ± 0.009	11.020 ± 0.019	10.471 ± 0.009	1.5	11.296 ± 0.010
Akn347a	8.485 ± 0.011	8.025 ± 0.004	1.3	8.744 ± 0.010	10.927 ± 0.023	10.467 ± 0.008	1.5	11.232 ± 0.012
UM16a	8.493 ± 0.010	8.202 ± 0.004	1.3	8.770 ± 0.007	11.103 ± 0.015	10.505 ± 0.008	1.4	11.360 ± 0.008
Mrk612a	8.334 ± 0.016	7.925 ± 0.007	1.1	8.517 ± 0.012	11.159 ± 0.014	10.145 ± 0.018	1.4	11.338 ± 0.010
Mrk573	8.382 ± 0.011	8.213 ± 0.002	1.4	8.751 ± 0.018	10.802 ± 0.050	10.390 ± 0.031	1.5	11.126 ± 0.024
NGC2992	8.743 ± 0.014	7.375 ± 0.008	1.1	8.808 ± 0.020	10.752 ± 0.055	9.813 ± 0.125	1.3	10.922 ± 0.037
IC2560	8.245 ± 0.005	8.185 ± 0.004	1.3	8.638 ± 0.028	10.847 ± 0.045	10.344 ± 0.105	1.5	11.138 ± 0.028
NGC5664	8.538 ± 0.012	8.006 ± 0.010	1.2	8.713 ± 0.014	10.801 ± 0.049	9.991 ± 0.037	1.4	11.002 ± 0.033
NGC5728	8.482 ± 0.006	8.217 ± 0.005	1.2	8.768 ± 0.013	10.762 ± 0.054	10.157 ± 0.025	1.4	11.017 ± 0.030
ESO339-G11	8.480 ± 0.023	7.957 ± 0.003	1.2	8.666 ± 0.021	10.802 ± 0.050	10.050 ± 0.035	1.4	11.014 ± 0.030
NGC6890	8.246 ± 0.010	8.025 ± 0.001	1.4	8.605 ± 0.209	10.626 ± 0.146	10.219 ± 0.023	1.5	10.951 ± 0.068
IC5063	8.486 ± 0.009	8.038 ± 0.004	1.1	8.675 ± 0.011	10.751 ± 0.055	9.886 ± 0.049	1.3	10.936 ± 0.035
NGC7130	8.250 ± 0.008	7.690 ± 0.005	1.4	8.497 ± 0.031	10.546 ± 0.090	10.115 ± 0.030	1.6	10.874 ± 0.042
NGC7582	8.139 ± 0.007	7.517 ± 0.021	1.1	8.285 ± 0.026	10.848 ± 0.045	9.967 ± 0.206	1.3	11.030 ± 0.034
NGC7590	8.650 ± 0.024	7.717 ± 0.020	1.1	8.763 ± 0.054	10.633 ± 0.141	9.780 ± 0.180	1.4	10.830 ± 0.092
CygnusA	8.728 ± 0.006	8.206 ± 0.005	1.5	9.010 ± 0.014	10.696 ± 0.040	10.365 ± 0.011	1.6	11.072 ± 0.017
Mrk1157a	8.889 ± 0.004	7.882 ± 0.006	1.3	9.027 ± 0.006	10.927 ± 0.023	10.327 ± 0.011	1.5	11.204 ± 0.012
ESO428-G14	8.351 ± 0.014	8.028 ± 0.006	1.1	8.580 ± 0.010	11.051 ± 0.018	10.220 ± 0.015	1.4	11.253 ± 0.011
ESO137-G34	8.554 ± 0.010	8.242 ± 0.007	1.2	8.817 ± 0.009	10.886 ± 0.025	10.249 ± 0.013	1.4	11.132 ± 0.014
IC3639	8.111 ± 0.024	7.882 ± 0.011	1.1	8.372 ± 0.017	10.847 ± 0.028	10.011 ± 0.024	1.4	11.045 ± 0.018
IC4777	8.461 ± 0.012	8.103 ± 0.009	1.2	8.699 ± 0.010	10.849 ± 0.026	10.154 ± 0.016	1.4	11.077 ± 0.016
IC4995	8.130 ± 0.022	8.173 ± 0.005	1.4	8.604 ± 0.015	10.750 ± 0.033	10.366 ± 0.010	1.5	11.087 ± 0.016
IRAS11215-2806	8.409 ± 0.011	7.892 ± 0.008	1.3	8.631 ± 0.011	10.891 ± 0.024	10.336 ± 0.011	1.5	11.166 ± 0.013
MCG-01-24-012	8.542 ± 0.009	7.975 ± 0.007	1.3	8.750 ± 0.010	10.804 ± 0.031	10.238 ± 0.014	1.5	11.077 ± 0.016
MCG-02-51-008	8.486 ± 0.012	7.900 ± 0.014	1.1	8.631 ± 0.011	10.856 ± 0.026	9.879 ± 0.029	1.3	11.018 ± 0.018
NGC1125	8.542 ± 0.009	7.968 ± 0.010	1.2	8.713 ± 0.009	10.850 ± 0.027	10.076 ± 0.020	1.4	11.059 ± 0.017
NGC1194	8.306 ± 0.018	8.023 ± 0.010	1.1	8.515 ± 0.012	10.896 ± 0.024	9.703 ± 0.045	1.4	11.063 ± 0.016

Table 3 – *continued*

ObjID	<sup>a</sup> O <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	<sup>a</sup> O <sup>2+</sup> /H <sup>+</sup>	ICF(O)	<sup>b</sup> O/H	<sup>a</sup> He <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	<sup>a</sup> He <sup>2+</sup> /H <sup>+</sup>	ICF(He)	<sup>b</sup> He/H
NGC1320	8.036 ± 0.029	8.160 ± 0.006	1.4	8.552 ± 0.015	10.890 ± 0.024	10.498 ± 0.007	1.5	11.226 ± 0.011
NGC3281	8.407 ± 0.014	8.163 ± 0.008	1.3	8.722 ± 0.012	10.892 ± 0.025	10.387 ± 0.009	1.5	11.182 ± 0.013
NGC3393	8.446 ± 0.013	8.294 ± 0.006	1.3	8.777 ± 0.010	10.926 ± 0.023	10.338 ± 0.011	1.4	11.186 ± 0.013
NGC4939	8.377 ± 0.014	8.265 ± 0.006	1.3	8.740 ± 0.010	10.926 ± 0.023	10.403 ± 0.009	1.5	11.208 ± 0.012
NGC4968	8.227 ± 0.017	7.911 ± 0.006	1.3	8.506 ± 0.013	10.927 ± 0.022	10.375 ± 0.010	1.5	11.200 ± 0.012
NGC5427	8.346 ± 0.014	8.014 ± 0.008	1.2	8.576 ± 0.010	10.993 ± 0.019	10.189 ± 0.015	1.4	11.194 ± 0.012
NGC5643	8.485 ± 0.011	8.124 ± 0.007	1.7	8.886 ± 0.031	10.449 ± 0.067	10.309 ± 0.011	1.7	10.919 ± 0.022
NGC5990	8.721 ± 0.015	8.059 ± 0.027	1.1	8.844 ± 0.014	10.794 ± 0.029	9.749 ± 0.038	1.3	10.947 ± 0.022
NGC7682	8.465 ± 0.010	8.059 ± 0.006	1.3	8.709 ± 0.010	10.802 ± 0.030	10.214 ± 0.014	1.5	11.064 ± 0.016
PKS1306-241	8.659 ± 0.008	7.908 ± 0.016	1.1	8.755 ± 0.009	10.849 ± 0.027	9.620 ± 0.055	1.3	10.987 ± 0.020
Star-forming regions								
NGC3184-72.8-91.3	8.258±0.002	7.241±0.002	1.015	8.304±0.002	10.780±0.005	8.947±0.039	1.253	10.885±0.007
NGC3184-14.9-139.6	8.350±0.007	7.784±0.005	1.033	8.469±0.006	10.771±0.033	9.286±0.056	1.127	10.837±0.031
NGC3184-80.0-148.2	8.494±0.005	7.639±0.009	1.007	8.554±0.004	10.901±0.040	8.749±0.063	1.221	10.991±0.039
NGC3184-93.3-142.3	8.414±0.006	8.032±0.007	1.001	8.565±0.005	10.968±0.034	7.892±0.452	1.094	11.007±0.035
NGC3184-172.5-30.2	8.304±0.002	7.992±0.003	1.003	8.478±0.002	10.958±0.014	8.387±0.146	1.078	10.992±0.014
164.6-9.9	8.626±0.009	8.052±0.009	1.009	8.732±0.007	10.910±0.008	8.845±0.049	1.142	10.972±0.010
17.3-235.4	8.532±0.005	7.907±0.009	1.001	8.625±0.005	10.896±0.008	7.899±0.175	1.161	10.961±0.010
189.2-136.3	8.483±0.008	8.423±0.009	1.008	8.759±0.006	10.993±0.006	8.894±0.074	1.039	11.014±0.007
183.9-179.0	8.621±0.007	8.268±0.009	1.001	8.781±0.006	10.886±0.008	7.891±0.173	1.088	10.923±0.009
225.6-124.1	8.539±0.007	8.077±0.009	1.002	8.669±0.006	10.926±0.007	8.199±0.087	1.115	10.974±0.009
117.9-235.0	8.457±0.010	7.873±0.009	1.017	8.565±0.008	10.920±0.011	9.158±0.041	1.140	10.984±0.014
200.3-193.6	8.489±0.009	8.182±0.009	1.010	8.667±0.006	10.909±0.012	8.897±0.074	1.075	10.945±0.012
96.7-266.9	8.518±0.009	7.726±0.009	1.004	8.585±0.008	10.814±0.010	8.374±0.060	1.209	10.898±0.014
252.2-109.8	8.440±0.009	7.946±0.009	1.004	8.563±0.007	10.854±0.009	8.503±0.033	1.122	10.906±0.011
254.6-107.2	8.288±0.013	8.330±0.009	1.006	8.613±0.008	11.010±0.012	8.804±0.054	1.031	11.027±0.012
281.4-71.8	8.510±0.006	7.946±0.009	1.010	8.619±0.005	10.938±0.007	8.944±0.051	1.137	10.998±0.009
243.0-159.6	8.744±0.008	7.945±0.009	1.004	8.809±0.007	10.797±0.015	8.370±0.073	1.209	10.881±0.017
297.7-87.1	8.541±0.012	7.827±0.009	1.010	8.622±0.010	10.896±0.016	8.903±0.057	1.180	10.972±0.019
309.4-56.9	8.509±0.011	7.849±0.009	1.012	8.600±0.009	10.718±0.018	8.801±0.071	1.163	10.789±0.020
354.1-71.2	8.345±0.011	8.178±0.009	1.001	8.571±0.007	10.916±0.008	7.905±0.088	1.053	10.939±0.008
164.9-333.9	8.515±0.009	8.243±0.009	1.006	8.704±0.007	10.951±0.007	8.743±0.068	1.070	10.983±0.008
360.9-75.3	8.250±0.010	8.233±0.009	1.002	8.543±0.007	10.918±0.011	8.205±0.043	1.036	10.934±0.011
377.9-64.9	8.428±0.010	7.764±0.008	1.005	8.515±0.009	10.840±0.009	8.508±0.032	1.171	10.911±0.013
99.6-388.0	8.238±0.009	8.242±0.009	1.004	8.543±0.006	10.955±0.010	8.605±0.070	1.034	10.972±0.011
397.4-71.7	8.356±0.009	7.906±0.009	1.024	8.498±0.008	10.677±0.021	9.056±0.098	1.102	10.730±0.021
226.9-366.4	8.571±0.010	7.826±0.009	1.006	8.646±0.009	10.900±0.008	8.685±0.051	1.193	10.979±0.013
405.5-157.7	8.320±0.008	7.585±0.009	1.011	8.398±0.007	10.926±0.019	8.955±0.079	1.186	11.005±0.021
345.5-273.8	8.314±0.009	8.060±0.010	1.009	8.510±0.007	10.872±0.075	8.821±0.089	1.066	10.902±0.075
410.3-206.3	8.574±0.011	7.921±0.009	1.004	8.663±0.009	10.903±0.012	8.503±0.109	1.167	10.972±0.015
371.1-280.0	8.322±0.007	8.011±0.009	1.004	8.497±0.005	10.911±0.008	8.512±0.054	1.078	10.945±0.009
368.3-285.6	8.364±0.007	8.181±0.009	1.003	8.584±0.006	10.933±0.007	8.382±0.058	1.055	10.958±0.008
392.0-270.1	8.129±0.009	8.183±0.009	1.008	8.461±0.006	10.932±0.008	8.811±0.066	1.030	10.948±0.008
481.4-0.5	8.088±0.009	7.654±0.009	1.011	8.229±0.007	10.840±0.009	8.884±0.061	1.103	10.887±0.011
453.8-191.8	8.160±0.010	7.943±0.008	1.003	8.367±0.007	10.887±0.008	8.396±0.056	1.061	10.914±0.009
331.9-401.0	8.119±0.008	8.009±0.009	1.003	8.370±0.006	10.862±0.026	8.393±0.129	1.045	10.883±0.027
509.5-264.1	8.124±0.009	8.080±0.009	1.004	8.405±0.006	10.900±0.008	8.517±0.011	1.038	10.918±0.008
266.0-534.1	8.124±0.010	7.967±0.008	1.034	8.368±0.008	10.873±0.059	9.401±0.076	1.047	10.909±0.057
667.9-174.1	7.677±0.011	8.051±0.006	1.006	8.207±0.005	10.908±0.008	8.705±0.014	1.021	10.920±0.008
1.0-885.8	7.973±0.010	7.432±0.009	1.020	8.092±0.008	10.870±0.031	9.160±0.020	1.127	10.930±0.031
6.6-886.3	7.945±0.009	7.602±0.009	1.010	8.112±0.007	10.897±0.017	8.884±0.038	1.083	10.935±0.017
NGC5194-30.2-2.2	7.364±0.009	6.264±0.008	1.042	7.415±0.008	10.632±0.007	9.258±0.050	1.242	10.743±0.013
NGC2403-38-51	8.356±0.028	7.909±0.034	1.018	8.495±0.023	10.895±0.032	9.153±0.267	1.110	10.947±0.034
NGC2403-7-37	8.319±0.028	7.831±0.036	1.006	8.444±0.023	10.917±0.030	8.683±0.287	1.126	10.971±0.035
NGC2403-119-28	8.610±0.018	8.252±0.019	1.007	8.771±0.014	10.940±0.021	8.800±0.270	1.088	10.980±0.023
NGC2403-59-118	8.470±0.029	8.378±0.035	1.016	8.734±0.023	10.961±0.029	9.189±0.275	1.044	10.987±0.030
NGC2403-96-30	8.476±0.009	8.139±0.014	1.007	8.643±0.008	10.933±0.018	8.806±0.214	1.082	10.970±0.018
NGC2403-44-82	8.587±0.031	7.948±0.037	1.014	8.683±0.026	10.913±0.027	9.048±0.279	1.169	10.985±0.038

Table 3 – continued

ObjID	<sup>a</sup> O <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	<sup>a</sup> O <sup>2+</sup> /H <sup>+</sup>	ICF(O)	<sup>b</sup> O/H	<sup>a</sup> He <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	<sup>a</sup> He <sup>2+</sup> /H <sup>+</sup>	ICF(He)	<sup>b</sup> He/H
NGC2403-166-140	8.304±0.030	8.020±0.036	1.012	8.491±0.024	10.970±0.033	9.057±0.269	1.075	11.007±0.035
NGC2403-99-59	8.583±0.024	7.982±0.028	1.003	8.682±0.020	10.895±0.020	8.376±0.291	1.159	10.961±0.027
NGC2403-196-58	8.435±0.016	8.197±0.017	1.006	8.636±0.012	10.922±0.019	8.687±0.284	1.064	10.952±0.019
NGC2403-22-162	8.549±0.018	7.926±0.020	1.019	8.649±0.016	10.926±0.026	9.211±0.344	1.154	10.996±0.030
NGC2403-160-251	8.248±0.031	7.943±0.036	1.015	8.431±0.024	10.908±0.028	9.093±0.088	1.078	10.947±0.030
Reg-1	6.672±0.016	7.037±0.019	1.029	7.205±0.014	10.861±0.014	9.316±0.131	1.021	10.883±0.014
J0118-3512	7.334±0.005	7.479±0.001	1.032	7.727±0.002	10.937±0.015	9.443±0.027	1.025	10.962±0.015
J1322-5425	6.969±0.010	7.358±0.001	1.013	7.512±0.003	10.820±0.005	8.946±0.035	1.021	10.835±0.005
0723-692A	7.182±0.007	7.792±0.001	1.010	7.892±0.002	10.912±0.004	8.895±0.048	1.020	10.925±0.004
0723-692B	7.650±0.003	7.672±0.003	1.015	7.969±0.003	10.896±0.013	9.084±0.123	1.032	10.917±0.013
0907-543	7.441±0.009	7.909±0.007	1.032	8.050±0.006	10.895±0.029	9.398±0.015	1.021	10.918±0.028
0917-527	7.722±0.002	7.695±0.001	1.025	8.021±0.002	10.903±0.012	9.300±0.056	1.035	10.929±0.012
0926-606	7.730±0.002	7.762±0.002	1.018	8.055±0.002	10.889±0.013	9.139±0.055	1.031	10.910±0.013
0930-554	6.853±0.001	7.086±0.002	1.038	7.302±0.002	10.801±0.005	9.382±0.032	1.023	10.828±0.005
1030-583	7.409±0.001	7.700±0.002	1.027	7.891±0.001	10.887±0.009	9.320±0.036	1.022	10.908±0.009
1116-583B	7.086±0.015	7.602±0.010	1.032	7.731±0.010	10.845±0.038	9.340±0.172	1.020	10.866±0.037
1205-557	7.716±0.004	7.526±0.005	1.020	7.941±0.005	10.886±0.022	9.194±0.170	1.053	10.917±0.022
1222-614	7.566±0.001	7.867±0.002	1.019	8.051±0.001	10.886±0.009	9.163±0.051	1.022	10.904±0.008
1223-487	7.229±0.001	7.689±0.001	1.013	7.824±0.001	10.900±0.004	9.021±0.036	1.021	10.914±0.004
1256-351	7.583±0.001	7.909±0.001	1.012	8.082±0.001	10.908±0.004	8.972±0.039	1.022	10.923±0.004
1319-579A	7.584±0.001	8.020±0.002	1.008	8.159±0.001	10.926±0.008	8.831±0.055	1.021	10.938±0.008
1319-579B4	7.933±0.011	7.663±0.010	1.047	8.139±0.014	10.856±0.050	9.512±0.259	1.062	10.901±0.050
1319-579C	8.125±0.002	7.929±0.003	1.015	8.345±0.002	10.899±0.012	9.065±0.122	1.055	10.928±0.012
1358-576	7.697±0.003	7.748±0.002	1.012	8.030±0.002	10.936±0.008	9.015±0.074	1.030	10.955±0.008
1441-294	7.758±0.009	7.882±0.009	1.018	8.133±0.009	10.945±0.035	9.194±0.318	1.027	10.963±0.034
1533-574B	7.953±0.002	7.985±0.003	1.011	8.275±0.002	10.913±0.012	8.966±0.120	1.032	10.931±0.012
Pox105	7.502±0.001	7.747±0.010	1.019	7.951±0.006	10.846±0.019	9.120±0.083	1.023	10.864±0.019
Pox120	7.276±0.001	7.777±0.009	1.019	7.905±0.007	10.859±0.018	9.144±0.079	1.020	10.876±0.018
Pox139	7.663±0.001	7.857±0.010	1.026	8.083±0.006	10.880±0.018	9.297±0.054	1.024	10.902±0.018
UM160-A	7.638±0.010	7.833±0.045	1.005	8.050±0.028	10.875±0.027	8.533±0.135	1.025	10.889±0.027
UM160-B	7.753±0.009	7.868±0.042	1.027	8.127±0.024	10.865±0.031	9.291±0.064	1.027	10.887±0.030
UM420-B	8.019±0.008	7.845±0.426	1.023	8.257±0.168	10.926±0.023	9.292±0.109	1.052	10.955±0.022
TOL0513-393	7.134±0.008	7.900±0.043	1.009	7.972±0.036	10.971±0.017	8.941±0.065	1.020	10.983±0.017
TOL2146-391-C	7.182±0.001	7.754±0.004	1.018	7.865±0.003	10.914±0.008	9.171±0.023	1.020	10.931±0.008
TOL2146-391-E	7.202±0.001	7.747±0.004	1.020	7.864±0.003	10.906±0.012	9.196±0.032	1.020	10.922±0.012
TOL0357-3915-C	7.364±0.005	7.861±0.004	1.019	7.990±0.004	10.929±0.012	9.215±0.037	1.020	10.946±0.012
TOL0357-3915-E	7.387±0.005	7.855±0.004	1.014	7.988±0.004	10.902±0.021	9.050±0.065	1.021	10.917±0.020
NGC346	7.506±0.005	7.930±0.004	1.002	8.069±0.003	10.915±0.004	8.229±0.042	1.021	10.925±0.004

<sup>a</sup> Ionic abundance in units of  $12 + \log_{10}(X^{n+}/H^+)$ <sup>b</sup> Total abundance in units of  $12 + \log_{10}(X/H)$

# APÊNDICE B – *Letter* de Dors et al. (2024)

# Empirical calibration for helium abundance determinations in active galactic nuclei

O. L. Dors<sup>1</sup>,<sup>1\*</sup> G. C. Almeida<sup>1</sup>,<sup>1</sup> C. B. Oliveira<sup>1</sup>,<sup>1</sup> S. R. Flury<sup>2</sup>,<sup>2†</sup> R. Riffel<sup>3</sup>,<sup>3</sup> R. A. Riffel<sup>4</sup>,<sup>4</sup> M. V. Cardaci<sup>5</sup>,<sup>5,6</sup> G. F. Hägele<sup>5,6</sup> G. S. Ilha<sup>7</sup>,<sup>7</sup> A. C. Krabbe<sup>7</sup>,<sup>7</sup> K. Z. Arellano-Córdova<sup>8,9</sup>,<sup>8,9</sup> P. C. Santos<sup>1</sup> and I. N. Morais<sup>1</sup>

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

<sup>2</sup>Department of Astronomy, University of Massachusetts Amherst, Amherst, MA 01002, USA

<sup>3</sup>Departamento de Astronomia, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Av. Bento Gonçalves 9500, Porto Alegre, RS, Brazil

<sup>4</sup>Departamento de Física, Centro de Ciências Naturais e Exatas, Universidade Federal de Santa Maria, 97105-900, Santa Maria, RS, Brazil

<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 de Astrofísica de La Plata (CONICET-UNLP), La Plata, Avenida Centenario (Paseo del Bosque) S/N, B1900FWA, Argentina

<sup>7</sup>Departamento de Astronomia, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da USP, Cidade Universitária, 05508-900 São Paulo, SP, Brazil

<sup>8</sup>Institute for Astronomy, University of Edinburgh, Royal Observatory, Edinburgh, EH9 3HJ, UK

<sup>9</sup>Department of Astronomy, The University of Texas at Austin, 2515 Speedway, Stop C1400, Austin, TX 78712, USA

Accepted 2024 June 5. Received 2024 June 3; in original form 2024 March 21

## ABSTRACT

For the first time, a calibration between the He I  $\lambda$ 5876/H  $\beta$  emission line ratio and the helium abundance  $y = 12 + \log(\text{He}/\text{H})$  for Narrow line regions of Seyfert 2 Active Galactic Nuclei is proposed. In this context, observational data (taken from the SDSS-DR15 and from the literature) and direct abundance estimates (via the  $T_e$ -method) for a sample of 65 local ( $z < 0.2$ ) Seyfert 2 nuclei are considered. The resulting calibration estimates the  $y$  abundance with an average uncertainty of 0.02 dex. Applying our calibration to spectroscopic data containing only strong emission lines, it yields a helium abundance distribution similar to that obtained via the  $T_e$ -method. Some cautions must be considered to apply our calibration for Seyfert 2 nuclei with high values of electron temperature ( $\gtrsim 20\,000$  K) or ionization parameter ( $\log U > -2.0$ ).

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

## 1 INTRODUCTION

The helium abundance determination in the interstellar medium (ISM) is paramount for imposing stringent constraints on models of the early Universe (e.g. Planck Collaboration 2020) and on chemical evolution models of galaxies (e.g. Carigi & Peimbert 2008) as well as playing a significant role in investigating stellar nucleosynthesis (e.g. Woosley 2019).

Over decades, the abundance ratio of helium to hydrogen has mainly been derived in star-forming regions (SFs, i.e. H II regions and H II galaxies; e.g. Izotov et al. 1999; Hägele et al. 2006, 2008, 2012; Valerdi, Peimbert & Peimbert 2021a) and some (relatively) few studies have focused in Active Galactic Nuclei (AGN, e.g. Bahcall & Oke 1971; Baldwin 1975; Dors et al. 2022). The total helium abundance in relation to hydrogen  $y = N(\text{He})/N(\text{H})$ , with  $N$  being the abundance in number of atoms, in the ISM of galaxies is considered to be

$$y = y^0 + y^+ + y^{2+}, \quad (1)$$

where  $y^0 = N(\text{He}^0)/N(\text{H}^+ + \text{H}^0)$ ,  $y^+ = N(\text{He}^+)/N(\text{H}^+ + \text{H}^0)$ , and  $y^{2+} = N(\text{He}^{2+})/N(\text{H}^+ + \text{H}^0)$ .<sup>1</sup> The ionic abundance ratio  $y^+$  and  $y^{2+}$  are derived from the He I  $\lambda$ 5876/H  $\beta$  and He II  $\lambda$ 4686/H  $\beta$  line intensity ratios, respectively, and assuming specific values for the electron temperature ( $T_e$ ) where the He<sup>+</sup> and He<sup>2+</sup> ions are located (e.g. Berg et al. 2021). The determination of the neutral fraction  $y^0$  is indirect. It requires the employment of an Ionization Correction Factor (ICF) relying either on photoionization models or on the empirical relation  $(\text{He}^0)/(\text{He}) = (\text{S}^+)/(\text{S})$  (Peimbert, Torres-Peimbert & Ruiz 1992). These approaches indicate that SFs and AGN (Seyfert 2) have around 3 per cent (e.g. Méndez-Delgado et al. 2022) and 50 per cent (e.g. Dors et al. 2022), respectively, of helium in the neutral stage.

For precise helium abundance derivation, for instance, the estimation of the primordial  $y_p$  abundance (Peimbert & Torres-Peimbert 1974), it is mandatory (e.g. Hägele et al. 2008) to apply the  $T_e$ -method.<sup>2</sup> This method requires measurements of temperature-sensitive nebular features, for instance, the [O III]  $\lambda$ 4363 and [N II]  $\lambda$ 5755 auroral emission lines, which are generally weak

<sup>1</sup>For simplicity, throughout this paper, the  $N$  term is not used.

<sup>2</sup>For a review of the  $T_e$ -method see Peimbert, Peimbert & Delgado-Inglada (2017) and Pérez-Montero (2017).

\* E-mail: olidors@univap.br

† NASA FINESST Fellow

(about 100 times weaker than  $H\beta$ ) in objects with high metallicity and/or low ionization stage (e.g. Dors O. L. et al. 2008). The  $T_e$ -method was originally designed for H II region and Planetary Nebulae spectra (Peimbert & Costero 1969). However, Dors et al. (2020) provided an adaptation of the  $T_e$ -method for Narrow Line Regions (NLRs) of AGN, permitting to estimate abundances of some heavy elements (O, Ne, Ar, S) in a sample of local ( $z < 0.4$ ) objects (e.g. Armah et al. 2021; Monteiro & Dors 2021; Dors et al. 2023). It is worthing to emphasize that some cautions must be considered in the applicability of the  $T_e$ -method for AGN, such as the presence of shocks that produce very high electron temperature values ( $T_e > 20\,000$  K, e.g. Riffel et al. 2021), precluding the use of this method.

For the cases where it is not possible to apply the  $T_e$ -method, a plethora of so-called ‘strong-line methods’, suggested by Pagel et al. (1979), have been employed mainly to derive the O/H abundance, which is traditionally assumed as a metallicity ( $Z$ ) tracer in SFs (e.g. Sanders et al. 2024). Hereafter, Storchi-Bergmann et al. (1998) proposed a first theoretical calibration between strong optical emission line ratios and the O/H abundance of NLRs (see also Castro et al. 2017; Carvalho et al. 2020; Dors 2021; Dors et al. 2021). Some reasons can explain why oxygen is largely assumed as a  $Z$  tracer (e.g. Armah et al. 2023), for instance, not only due to the strong emission lines ([O II] $\lambda$ 3727, [O III] $\lambda$ 5007) emitted by its most abundant ions ( $O^+$  and  $O^{2+}$ , e.g. see Flury & Moran 2020) present in the optical spectrum of line emitter objects but also, oxygen is the most abundant heavy element in most astrophysical regions and is ejected promptly after star formation.

Calibrations between strong emission lines and abundances for other elements (e.g. N, S) are barely found in the literature. For instance, Díaz & Pérez-Montero (2000) proposed a calibration between the sulphur lines and the S/H abundance. While studies have mainly focused on strong-line methods relying on collisionally excited lines, recombination lines have received little attention. So far, it seems that the unique calibrations for SFs involving recombination lines, as those measured by Esteban et al. (2002, 2005, 2009, 2014), are the ones proposed by Peimbert & Peimbert (2006) and Valerdi et al. (2021b), the latter proposing a calibration between He I  $\lambda$ 5876/ $H\alpha$  and  $y^+$ .

In the present study, we take advantage of direct (more precise) estimates of helium abundances in the NLRs of Seyfert 2 nuclei presented by Dors et al. (2022) to propose, for the first time, an empirical calibration between the He I  $\lambda$ 5876/ $H\beta$  line ratio and  $y$ , for AGN. The He I  $\lambda$ 5876 line is the brightest He I recombination line in the optical wavelengths, being (relatively) easy to measure in SFs and AGN spectra. Indeed, recent *JWST*/NIRSpec observations have yielded significant He I measurements in galaxies at  $z > 5$  (e.g. Bunker et al. 2023; Yanagisawa et al. 2024), which prioritized ‘rare’ galaxies including AGN. While most studies aim to determine the primordial helium abundance and therefore seek a highly accurate determination, here, we proposed a method to estimate  $y$  with similar uncertainty to that in O/H calibrations. This Letter is organized as follows. In Section 2, we describe the methodology used to obtain the calibration. Section 3 presents the results and discussions, while the conclusions are given in Section 4.

## 2 METHODOLOGY

To obtain a calibration between the He I  $\lambda$ 5876/ $H\beta$  line intensity ratio and  $y = \text{He}/\text{H}$  for NLRs of Seyfert 2, we used the observational emission line intensities and chemical abundance estimates (through the  $T_e$ -method) by Dors et al. (2022). The observational data comprise two sets of narrow optical emission lines (full width at half-maximum

lower than  $1000 \text{ km s}^{-1}$ ). The first sample (10 objects) is taken from SDSS-DR15 data base (Aguado et al. 2019), where each spectrum was corrected for Galactic extinction using the Cardelli, Clayton & Mathis (1989) law. Additionally, the underlying stellar population – fitted with the starlight code (Cid Fernandes et al. 2005) – was subtracted, resulting in the pure emission line spectrum. The emission lines were measured using the publicly available IFSCUBE package (Ruschel-Dutra et al. 2021). The second sample (55 objects) comprises emission line intensities, corrected by reddening, obtained by different authors, and taken from the literature. Since several measurements for emission lines compiled from the literature do not present their uncertainties, we adopted them in our study with a typical error of 10 per cent for strong emission lines and an error of 20 per cent for weak emission lines. It is worth mentioning that the sample compiled from the literature is heterogeneous, where emission lines were corrected by extinction by the authors assuming different approaches. However, Dors et al. (2022) showed that the uncertainty produced in the intensity of the [O II] $\lambda$ 3727/ $H\beta$  line ratio (strongly dependent on the reddening) due to the use of distinct approaches to reddening correction is in order of that produced by the error line measurements ( $\sim 0.1$  dex).

After the emission line reduction/compilation is carried out, only the objects classified as AGN, according to the criteria proposed by Kewley et al. (2001) to separate SF and AGN objects and by Cid Fernandes et al. (2010) to separate AGN-like and low-ionization nuclear emission line region objects were considered. The final sample results in 65 Seyfert 2 nuclei with redshift  $z \lesssim 0.2$ . The emission line intensities are reported in table A1 of Dors et al. (2022).

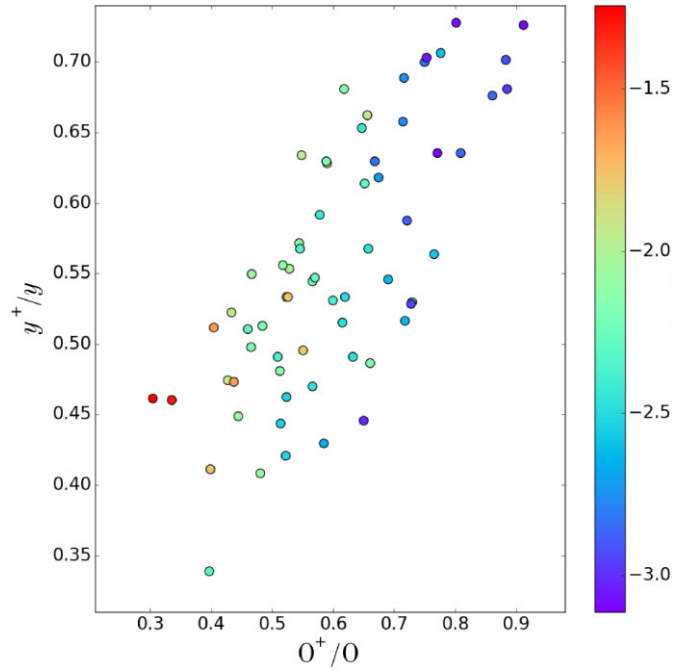
The helium abundances were calculated by Dors et al. (2022) by using the PYNEB code (Luridiana, Morisset & Shaw 2015) and adopting the  $T_e$ -method. Briefly, the following methodology was assumed: (i) electron temperature for the high-ionization zone  $T_{\text{high}}$  (assumed in the  $y^{2+}$  derivation) was calculated from its relation with the [O III] $\lambda$ (4959 +  $\lambda$ 5007)/ $\lambda$ 4363 line ratio; (ii) electron temperature for the low-ionization zone  $T_{\text{low}}$  (assumed in the  $y^+$  derivation) was estimated (indirectly) by using the theoretical relation with  $T_{\text{high}}$  proposed by Dors et al. (2020); (iii) the  $y^+$  and  $y^{2+}$  ionic abundances were calculated from the He I  $\lambda$ 5876/ $H\beta$  and He II  $\lambda$ 4686/ $H\beta$  line intensity ratios, respectively, and assuming electron density values derived, for each object, from the observational [S II] $\lambda$ 6716/ $\lambda$ 6731 line ratio; (iv) to estimate  $y^0$ , a theoretical ICF proposed by Dors et al. (2022) and relied on the results of a grid of photoionizations models computed with the CLOUDY code version 17.00 (Ferland et al. 2013) was adopted; and (v) the total helium abundance was derived through equation (1).

The final sample spans a wide range of helium abundances ( $y/y_{\odot} = 0.6\text{--}2.5$ , metallicities  $[(Z/Z_{\odot}) = 0.3\text{--}2.6]$  and ionization parameters ( $-3.8 \lesssim \log U \lesssim -0.6$ ).<sup>3</sup> The observational average error in the He I  $\lambda$ 5876/ $H\beta$  line ratio is  $\sim 15$  per cent. The average error in  $y$  derivations is in the order of 0.02 dex (see also Hägele et al. 2006, 2008), with this error reaching up to  $\sim 0.1$  dex for objects with the lowest He I  $\lambda$ 5876/ $H\beta$  line ratio intensities (see below).

## 3 RESULTS & DISCUSSION

In general, abundance calibrations consider emission line intensities emitted by the most abundant ions of a given element, for instance, the calibration between the  $R_{23} = ([\text{O II}]\lambda 3727 +$

<sup>3</sup>Values obtained from the calibration between [O III] $\lambda$ 5007/[O II] $\lambda$ 3727 line ratio and  $U$  proposed by Carvalho et al. (2020).



**Figure 1.** Abundance ratio of ( $y^+/y$ ) versus ( $O^+/O$ ) for NLRs of AGN obtained by Dors et al. (2022) using the  $T_e$ -method. The colour bar indicates the scale of the ionization parameter ( $U$ ) derived from its relation with  $[O\text{ III}]\lambda 5007/[O\text{ II}]\lambda 3727$  proposed by Carvalho et al. (2020).

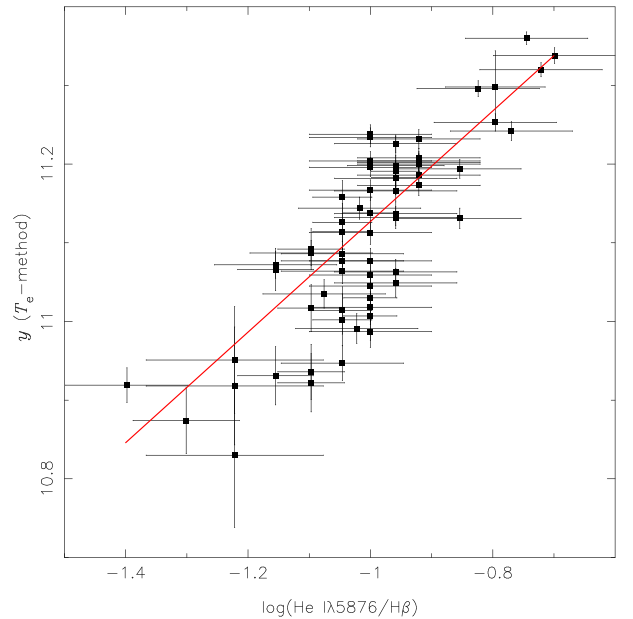
$[O\text{ III}](\lambda 4959 + \lambda 5007)/H\beta$  line ratio and the O/H abundance (Pagel et al. 1979). In the present study, we proposed a calibration relying on a line emitted by a unique ion, i.e.  $\text{He}^+$ , whose abundance could represent a small fraction of the total helium abundance, resulting in a marginal calibration. In Fig. 1, direct estimates of ( $y^+/y$ ) versus ( $O^+/O$ ) (a tracer of the ionization degree) for NLRs from Dors et al. (2022) are shown. In this figure, the colour bar indicates the ionization parameter ( $U$ ) scale as derived from its relation with the  $[O\text{ III}]\lambda 5007/[O\text{ II}]\lambda 3727$  line ratio proposed by Carvalho et al. (2020). We can see that the fraction of  $\text{He}^+$  in relation to the total helium abundance ranges from  $\sim 40$  per cent (for objects with high  $U$ ) to  $\sim 75$  per cent (for objects with low  $U$ ). Thus, for AGNs with high ionization parameters (i.e.  $\log U \gtrsim -2.0$ ) our empirical calibration can produce uncertain helium abundance. For these cases, we suggest either using an accurate ICF estimate or measuring the other ionization states directly if possible. In any case, Carvalho et al. (2020), through a comparison between results of photoionization models and observational data taken from the SDSS DR7 data set, found that most NLRs of AGNs in the local universe present ionization parameters in the range  $-4.0 \lesssim \log U \lesssim -2.5$ .

In Fig. 2, the resulting calibration is shown, where a strong positive correlation ( $R = 0.83$ ) between  $y$  and  $\log(\text{He}\lambda 5876/H\beta)$  is achieved. To derive an expression for the  $(\text{He}\lambda 5876/H\beta)-y$  relation, we performed 1000 bootstrap realizations with the Huber Regressor model (Owen 2007), taking into account the errors in both axes. The resulting fitting to the points is given by

$$12 + \log(\text{He}/\text{H}) = 0.703(\pm 0.05)x + 11.83(\pm 0.05), \quad (2)$$

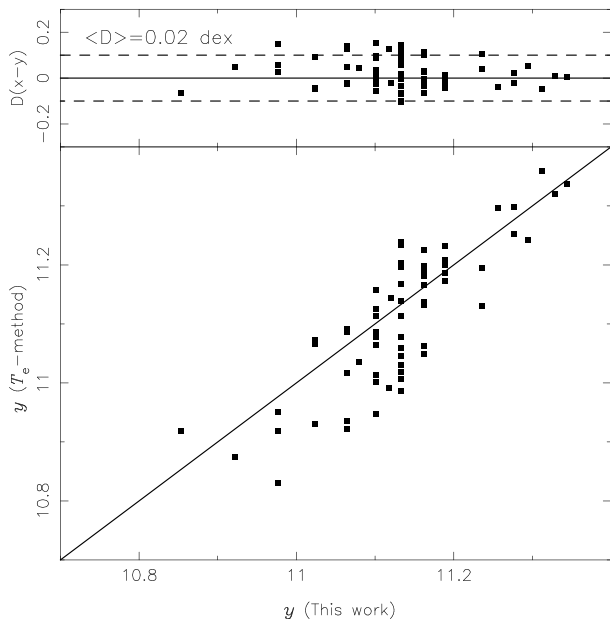
being  $x = \log(\text{He}\lambda 5876/H\beta)$ .

To analyse the reliability of our calibration, in Fig. 3 (bottom panel), we compare the helium abundances for the objects in our AGN sample (see Section 2) derived through the equation (2) with those via the  $T_e$ -method from Dors et al. (2022), where a good agreement between both estimates can be noted. In Fig. 3, (top panel)



**Figure 2.** Abundance of  $y = 12 + \log(\text{He}/\text{H})$  versus the logarithm of  $\text{He}\lambda 5876/H\beta$  line ratio. Points represent abundance estimates via the  $T_e$ -method and observational data of Seyfert 2 nuclei (see Section 2), both taken from Dors et al. (2022). Line represents the fitting to the points given by the equation (2). Error bars represent the uncertainty in the observational data and abundance estimates.

the difference ( $D$ ) between the estimates versus the  $y$  abundances via equation (2) is shown. We find no systematic behaviour between  $D$  and  $y$ , being the difference ( $\langle D \rangle$ ) equal to 0.02 dex, lower than the uncertainty attributed ( $\sim 0.2$  dex) to strong-line methods (see e.g. Denicoló, Terlevich & Terlevich 2002).

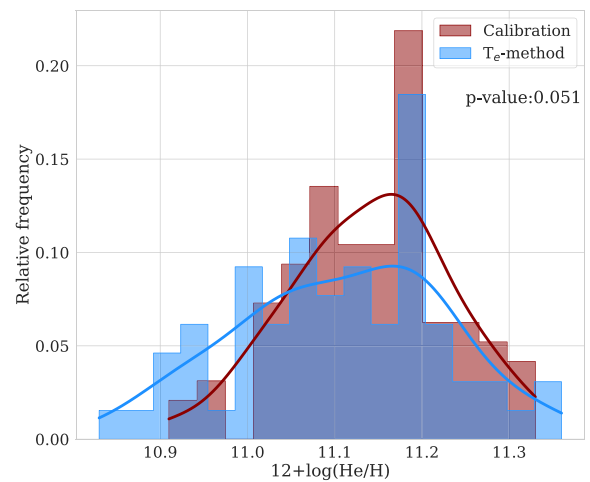


**Figure 3.** Bottom panel: comparison between helium abundances [in units of  $12 + \log(\text{He}/\text{H})$ ] computed using the equation (2) and those derived through the  $T_e$ -method by Dors et al. (2022). Solid line represents the equality between them. Top panel: difference ( $D = x - y$ ) between both estimations. Line represents the null difference between the estimates, while dashed lines represent the maximum uncertainty ( $\pm 0.1$  dex) derived for  $y$  via the  $T_e$ -method. The average difference ( $\langle D \rangle$ ) is indicated.

As an additional test of our calibration, we consider a larger AGN sample than the one in the present study and derived the helium abundance distribution through our calibration, i.e. Equation 2. The AGN observational data for this larger sample are obtained from the SDSS-DR15 by adopting the criterion proposed by Molina et al. (2021), from which objects with  $\log(\text{He II } \lambda 4686/\text{H } \beta) \gtrsim -1.0$  are classified as AGN, otherwise, SFs. The same data reduction procedures described in Section 2 are applied to this new sample resulting in 104 Seyfert 2 nuclei located in the local universe ( $z < 0.4$ ). We emphasize that the larger sample does not contain a similar population of galaxies to the calibration sample, and the He/H abundances for both samples are used as a simple test of our calibration rather than as evidence for its accuracy. In Fig. 4, the  $y$  distributions derived by using our calibration (equation 2) for the larger AGN sample (red distribution) and via the  $T_e$ -method for the Dors et al. (2022) sample (blue distribution) are shown. Despite the discrepancy between the two distributions at low He/H abundances, one can see a good agreement between them, having very similar  $12 + \log(\text{He}/\text{H})$  mean values:  $11.14 \pm 0.09$  dex and  $11.11 \pm 0.11$  dex, for the larger and the Dors et al. (2022) samples, respectively. Also, the  $p$ -value from the Anderson–Darling test is 0.051, indicating that both data samples follow a similar distribution.

#### 4 CONCLUSION

We present the first calibration between the  $\text{He I } \lambda 5876/\text{H } \beta$  emission line ratio and the  $y = 12 + \log(\text{He}/\text{H})$  abundance ratio for NLRs of Seyfert 2 AGN. We used narrow optical emission line intensities taken from the SDSS-DR15 and from the literature, and direct estimates (based on the  $T_e$ -method) for a sample of 65 Seyfert 2 nuclei ( $z < 0.2$ ). The resulting calibration yields  $y$  abundance with uncertainties in order of 0.02 dex, lower than those ( $\sim 0.2$  dex)



**Figure 4.** Histogram containing the  $y = 12 + \log(\text{He}/\text{H})$  abundance distributions for Seyfert 2 galaxies. Red distribution is based on values derived from our empirical calibration (equation 2) applied to a new sample (data from SDSS-DR15) of 104 Seyfert 2 nuclei. Blue distribution is based on values derived via the  $T_e$ -method for the sample of 65 Seyfert 2 nuclei described in Section 2 and estimated by Dors et al. (2022).

attributed to strong-line methods proposed to estimate the O/H abundance. Applying our calibration to a larger observational data sample of 104 objects containing only strong emission lines, we find a similar helium abundance distribution to that obtained via the  $T_e$ -method. We emphasize that some cautions must be considered to apply our calibration for AGNs with high electron temperature values ( $\gtrsim 20\,000$  K), in which a high contribution of shocks to the heating/ionization of the gas is expected. Moreover, somewhat uncertain abundance values for Seyfert 2 nuclei with high ionization parameter ( $\log U > -2.0$ ), whose  $\text{He}^{2+}$  abundance could represent a large fraction of the total helium abundance, are derived from our  $(\text{He I}/\text{H } \beta) - y$  relation.

#### ACKNOWLEDGEMENTS

OLD is grateful to Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo (FAPESP), process number 2022/07066-6, and to Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq). GCA and INM are grateful to Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES). CBO is grateful to FAPESP for the support under grant 2023/10182-0. GSI acknowledges financial support from FAPESP Proj. 2022/11799-9.

#### DATA AVAILABILITY

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

#### REFERENCES

- Aguado D. S. et al., 2019, *ApJS*, 240, 23  
 Armah M. et al., 2021, *MNRAS*, 508, 371  
 Armah M. et al., 2023, *MNRAS*, 520, 1687  
 Bahcall J. N., Oke J. B., 1971, *ApJ*, 163, 235  
 Baldwin J. A., 1975, *ApJ*, 201, 26  
 Berg D. A., Chisholm J., Erb D. K., Skillman E. D., Pogge R. W., Olivier G. M., 2021, *ApJ*, 922, 170

- Bunker A. J. et al., 2023, preprint ([arXiv:2306.02467](https://arxiv.org/abs/2306.02467))
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, *ApJ*, 345, 245
- Carigi L., Peimbert M., 2008, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 44, 341
- 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., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, *MNRAS*, 358, 363
- Cid Fernandes R., Stasińska G., Schlickmann M. S., Mateus A., Vale Asari N., Schoenell W., Sodré L., 2010, *MNRAS*, 403, 1036
- Denicoló G., Terlevich R., Terlevich E., 2002, *MNRAS*, 330, 69
- Díaz A. I., Pérez-Montero E., 2000, *MNRAS*, 312, 130
- Dors O. L., 2021, *MNRAS*, 507, 466
- Dors O. L. J., Storch-Bergmann T., Riffel R. A., Schindt A. A., 2008, *A&A*, 482, 59
- 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., Rodríguez M., 2002, *ApJ*, 581, 241
- Esteban C., García-Rojas J., Peimbert M., Peimbert A., Ruiz M. T., Rodríguez M., Carigi L., 2005, *ApJ*, 618, L95
- Esteban C., Bresolin F., Peimbert M., García-Rojas J., Peimbert A., Mesa-Delgado A., 2009, *ApJ*, 700, 654
- Esteban C., García-Rojas J., Carigi L., Peimbert M., Bresolin F., López-Sánchez A. R., Mesa-Delgado A., 2014, *MNRAS*, 443, 624
- Ferland G. J. et al., 2013, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 49, 137
- Flury S. R., Moran E. C., 2020, *MNRAS*, 496, 2191
- 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., Firpo V., Bosch G., Díaz Á. I., Morrell N., 2012, *MNRAS*, 422, 3475
- Izotov Y. I., Chaffee F. H., Foltz C. B., Green R. F., Guseva N. G., Thuan T. X., 1999, *ApJ*, 527, 757
- Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., 2001, *ApJ*, 556, 121
- Luridiana V., Morisset C., Shaw R. A., 2015, *A&A*, 573, A42
- Méndez-Delgado J. E., Amayo A., Arellano-Córdova K. Z., Esteban C., García-Rojas J., Carigi L., Delgado-Inglada G., 2022, *MNRAS*, 510, 4436
- Molina M., Reines A. E., Latimer L. J., Baldassare V., Salehirad S., 2021, *ApJ*, 922, 155
- Monteiro A. F., Dors O. L., 2021, *MNRAS*, 508, 3023
- Owen A. B., 2007, *Contemporary Mathematics*, 443, 59
- Pagal B. E. J., Edmunds M. G., Blackwell D. E., Chun M. S., Smith G., 1979, *MNRAS*, 189, 95
- Peimbert M., Costero R., 1969, *Bol. Obs. Tonantzintla Tacubaya*, 5, 3
- Peimbert M., Peimbert A., 2006, *Rev. Mex. Astron. Astrofis. Ser. Conf. Vol.* 4, p. 163
- Peimbert M., Torres-Peimbert S., 1974, *ApJ*, 193, 327
- Peimbert M., Torres-Peimbert S., Ruiz M. T., 1992, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 24, 155
- Peimbert M., Peimbert A., Delgado-Inglada G., 2017, *PASP*, 129, 082001
- Pérez-Montero E., 2017, *PASP*, 129, 043001
- Planck Collaboration, 2020, *A&A*, 641, A6
- Riffel R. A. et al., 2021, *MNRAS*, 501, L54
- Ruschel-Dutra D. et al., 2021, *MNRAS*, 507, 74
- Sanders R. L., Shapley A. E., Topping M. W., Reddy N. A., Brammer G. B., 2024, *ApJ*, 962, 24
- Storch-Bergmann T., Schmitt H. R., Calzetti D., Kinney A. L., 1998, *AJ*, 115, 909
- Valerdi M., Peimbert A., Peimbert M., 2021a, *MNRAS*, 505, 3624
- Valerdi M., Barrera-Ballesteros J. K., Sánchez S. F., Espinosa-Ponce C., Carigi L., Mejía-Narváez A., 2021b, *MNRAS*, 505, 5460
- Woolsey S. E., 2019, *ApJ*, 878, 49
- Yanagisawa H. et al., 2024, preprint ([arXiv:2405.01823](https://arxiv.org/abs/2405.01823))

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