



UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA  
CENTRO DE CIÊNCIAS FÍSICAS E MATEMÁTICAS  
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Bruna Pacheco

## **Deteccão de Remanescentes de Supernova em cubos de dados do MUSE**

Florianópolis  
2024

Bruna Pacheco

## **Detecção de Remanescentes de Supernova em cubos de dados do MUSE**

Dissertação submetida ao Programa de Pós-Graduação em Física da Universidade Federal de Santa Catarina, para a obtenção do título de Mestre em Física.

Orientador: Prof. Roberto Cid Fernandes Jr, Dr.

Florianópolis  
2024

Ficha catalográfica gerada por meio de sistema automatizado gerenciado pela BU/UFSC.  
Dados inseridos pelo próprio autor.

Pacheco, Bruna  
Detecção de remanescentes de supernova em cubos de dados  
do MUSE / Bruna Pacheco ; orientador, Roberto Cid  
Fernandes, 2024.  
123 p.

Dissertação (mestrado) - Universidade Federal de Santa  
Catarina, Centro de Ciências Físicas e Matemáticas,  
Programa de Pós-Graduação em Física, Florianópolis, 2024.

Inclui referências.

1. Física. 2. Remanescentes de supernova. 3. Análise de  
Componentes Principais. 4. Cubos de dados. I. Fernandes,  
Roberto Cid. II. Universidade Federal de Santa Catarina.  
Programa de Pós-Graduação em Física. III. Título.

Bruna Pacheco

## **Detecção de Remanescentes de Supernova em cubos de dados do MUSE**

O presente trabalho em nível de mestrado foi avaliado e aprovado por banca examinadora composta pelos seguintes membros:

Prof. Tiago Vecchi Ricci, Dr.  
Universidade Federal da Fronteira Sul

Profa. Natalia Vale Asari, Dra.  
Universidade Federal de Santa Catarina

Certificamos que esta é a **versão original e final** do trabalho de conclusão que foi julgado adequado para obtenção do título de mestre em Física.

---

Prof. Paulo Henrique Souto Ribeiro, Dr.  
Pós-Graduação

---

Prof. Roberto Cid Fernandes Jr, Dr.  
Orientador

Florianópolis, 2024.

Aos meus pais.

## AGRADECIMENTOS

Um mega agradecimento ao meu orientador Prof. Roberto Cid Fernandes Jr., por todo apoio, dedicação e paciência que teve comigo. Sem a sua ajuda este trabalho não teria acontecido, muito obrigada por tudo!

À minha família. Meus pais, madrinhas, padrinho e minha amada avó Neide (*in memoriam*), amo vocês!

Aos meus amigos astrofísicos Janayna, Júlia Thainá, Luis Eduardo, Márlon e Victor Hugo, obrigada por toda ajuda ao longo desta trajetória.

À minha melhor amiga Victória, por todo apoio, companhia e por sempre acreditar em mim. Aos meus amigos Jhonny, Léo e Tom, obrigada por sempre estarem presentes na minha vida.

À Prof. Natalia Vale Asari e ao Prof. Tiago Vecchi Ricci por se dedicarem à avaliação deste trabalho. Agradeço também aos professores André Luiz de Amorim, Daniel Ruschel Dutra, Juliana Eccher e Roberto Kalbusch Saito por todos ensinamentos durante esta jornada.

Agradeço à CAPES, pelo apoio financeiro que possibilitou a realização deste trabalho.

## RESUMO

As Remanescentes de Supernova são estruturas formadas após a explosão de sua estrela progenitora. Elas são de grande importância para a evolução química do Universo e enriquecimento do meio interestelar, podendo ser detectadas por milhares de anos após a explosão. Nosso objetivo com essa dissertação é detectar, isolar e analisar fontes cujas características se encaixam na classe de Remanescentes de Supernova em outras galáxias. Para isso, aplicamos a técnica de Tomografia de Análise de Componentes Principais ao cubo de dados da galáxia NGC 289, observada com o instrumento Multi-Unit Spectroscopic Explorer no Very Large Telescope (MUSE/VLT). Com a aplicação, a segunda componente principal revelou a existência de fontes compactas que apresentam uma emissão de linhas proibidas aumentada em relação às observadas nas próprias regiões H II de NGC 289 (detectadas pela primeira componente principal). Esse método é usado para produzir um catálogo de Remanescentes de Supernova e um estudo das propriedades individuais e estatísticas dessas fontes.

**Palavras-chave:** Remanescentes de supernova. Análise de componentes principais. Cubos de dados.

## ABSTRACT

Supernova Remnants are structures formed after the explosion of their parent star. They are of great importance for the chemical evolution of the Universe and the enrichment of the interstellar medium, and can be detected for thousands of years after the explosion. Our goal in this dissertation is to detect, isolate and analyze sources whose characteristics fit into the class of Supernova Remnants in other galaxies. To do this, we applied the technique of Principal Component Analysis Tomography to the data cube of the galaxy NGC 289, observed with the Multi-Unit Spectroscopic Explorer instrument on the Very Large Telescope (MUSE/VLT). With the application, the second principal component revealed the existence of compact sources that present an emission of forbidden lines in excess of those observed in the H II regions of NGC 289 (detected by the first principal component). This method is used to produce a catalog of Supernova Remnants and to study of the individual and statistical properties of these sources.

**Keywords:** Supernova remnants. Principal component analysis. Data cubes.

## Lista de Figuras

1.1	Imagens da galáxia NGC 1566. . . . .	20
1.2	Imagens da galáxia NGC 289. . . . .	21
2.1	Estrela mascarada. . . . .	26
2.2	Imagens da galáxia em diferentes comprimentos de onda. . . . .	27
2.3	Espectros próprios e média de espectros de três pixels. . . . .	28
2.4	Espectros observados, sintéticos e residuais em três pixels. . . . .	30
2.5	Exemplo de ajuste realizado pelo DOBBY. . . . .	32
2.6	Mapas da idade média, extinção galáctica e densidade superficial de massa. . .	33
2.7	Mapas de velocidade e dispersão de velocidades estelares. . . . .	33
2.8	Mapas das linhas de emissão. . . . .	35
2.9	Mapas, em log, das linhas de emissão. . . . .	35
2.10	Mapas da linha de [O I]6300. . . . .	36
2.11	Composição RGB com linhas de emissão. . . . .	36
2.12	Mapas de razões de linhas de emissão. . . . .	37
2.13	Diagramas de diagnóstico da galáxia NGC 289. . . . .	39
3.1	Estrutura de uma SNR em suas fases evolutivas. . . . .	40
3.2	Fases de SNRs. . . . .	43
3.3	Composição das galáxias NGC 300 e NGC 7793. . . . .	46
3.4	Exemplos de espectros de SNR e regiões H II das galáxias NGC 300 e NGC 7793. .	47
3.5	Imagem de razão de linhas da galáxia NGC 4449. . . . .	48
3.6	Histogramas comparando SNRs e regiões H II na galáxia NGC 4449. . . . .	48
3.7	Gráfico de [N II]/H $\alpha$ por [S II]/H $\alpha$ comparando as SNRs de cinco galáxias espirais. . . . .	49
3.8	Diagrama de diagnóstico e histogramas comparando modelos de SNRs e regiões H II. . . . .	50
3.9	Diagramas de diagnóstico com linhas que melhor separam modelos de SNRs e regiões H II. . . . .	51
3.10	Outros diagramas de diagnóstico com linhas que melhor separam modelos de SNRs e regiões H II. . . . .	51
3.11	Composição de imagens e mapas envolvendo a galáxia NGC 4030. . . . .	53
3.12	Primeiros três autoespectros da PCA na galáxia NGC 4030. . . . .	54

3.13	Diagramas de diagnóstico com algumas candidatas à SNR na galáxia NGC 4030.	55
3.14	Candidatas à SNR marcadas no RGB e tomograma 2 da galáxia NGC 4030. . .	55
3.15	Mais diagramas de diagnóstico com as candidatas à SNR na galáxia NGC 4030.	56
4.1	Tomograma e autoespectro da PC1 na galáxia NGC 4736. . . . .	62
4.2	Autovalores da PC1 até a PC8 para galáxia NGC 4736. . . . .	62
4.3	Autoespectros e tomogramas da PCA na galáxia NGC 289. . . . .	65
4.4	Primeiros três autoespectros da PCA na galáxia NGC 289. . . . .	67
4.5	Composição RGB com PC1, PC2 e PC3. . . . .	67
5.1	Tomograma 2 da galáxia NGC 289. . . . .	68
5.2	Candidatas marcadas no tomograma 2. . . . .	69
5.3	Candidatas marcadas no tomograma 2 e no RGB após aplicação das máscaras. .	69
5.4	Recortes de seis candidatas à SNR em mapas de linhas de emissão, tomograma 2 e RGB. . . . .	72
5.5	Recortes de outras seis candidatas à SNR em mapas de linhas de emissão, tomograma 2 e RGB. . . . .	73
5.6	Espectros, mapas de linhas de emissão, tomograma 2 e RGB para a candidata à SNR em $(x,y) = (214,61)$ . . . . .	75
5.7	Como na Figura 5.6, mas para a candidata em $(x,y) = (282,79)$ . . . . .	75
5.8	Como na Figura 5.6, mas para a candidata em $(x,y) = (178,80)$ . . . . .	76
5.9	Como na Figura 5.6, mas para a candidata em $(x,y) = (207,219)$ . . . . .	76
5.10	Diagramas BPT e $[N II]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ com as candidatas à SNR da galáxia NGC 289. . . . .	77
5.11	Mapas de $[O I]6300$ e $[O I]/H\alpha$ . . . . .	79
5.12	Diagrama de diagnóstico de $[O I]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ . . . . .	79
5.13	Espectros, mapas de $[O I]6300$ e $[O I]/H\alpha$ a candidata à SNR em $(x,y) = (51,43)$ . . . . .	80
5.14	Diagramas de $[O I]/H\alpha \times [O III]/H\beta$ e $[N II]/H\alpha \times [O I]/H\alpha$ . . . . .	80
5.15	Espectro médio das 24 candidatas que possuem $[S II]/H\alpha > 0.4$ . . . . .	85
5.16	Espectro médio das 25 candidatas que estão na região entre a linha $[S II]/H\alpha = 0.4$ e a linha de Kopsacheili no diagrama $[N II]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ . . . . .	85
6.1	Primeiros três autoespectros da PCA para galáxia NGC 1566. . . . .	91
6.2	Tomograma 2 e RGB da galáxia NGC 1566. . . . .	92
A.1	Fonte #2. . . . .	99

A.2	Fonte #7.	100
A.3	Fonte #10.	100
A.4	Fonte #12.	101
A.5	Fonte #13.	101
A.6	Fonte #15.	102
A.7	Fonte #20.	102
A.8	Fonte #22.	103
A.9	Fonte #24.	103
A.10	Fonte #25.	104
A.11	Fonte #26.	104
A.12	Fonte #28.	105
A.13	Fonte #35.	105
A.14	Fonte #36.	106
A.15	Fonte #37.	106
A.16	Fonte #39.	107
A.17	Fonte #40.	107
A.18	Fonte #44.	108
A.19	Fonte #45.	108
A.20	Fonte #51.	109
A.21	Fonte #52.	109
A.22	Fonte #53.	110
A.23	Fonte #55.	110
A.24	Fonte #56.	111
B.1	Fonte #1.	111
B.2	Fonte #3.	112
B.3	Fonte #4.	112
B.4	Fonte #5.	113
B.5	Fonte #6.	113
B.6	Fonte #9.	114
B.7	Fonte #11.	114
B.8	Fonte #16.	115
B.9	Fonte #17.	115

B.10 Fonte #19. . . . .	116
B.11 Fonte #21. . . . .	116
B.12 Fonte #23. . . . .	117
B.13 Fonte #27. . . . .	117
B.14 Fonte #29. . . . .	118
B.15 Fonte #30. . . . .	118
B.16 Fonte #31. . . . .	119
B.17 Fonte #32. . . . .	119
B.18 Fonte #33. . . . .	120
B.19 Fonte #34. . . . .	120
B.20 Fonte #38. . . . .	121
B.21 Fonte #41. . . . .	121
B.22 Fonte #43. . . . .	122
B.23 Fonte #47. . . . .	122
B.24 Fonte #49. . . . .	123
B.25 Fonte #54. . . . .	123

## Lista de Tabelas

4.1	Autovalores da PC1 até a PC8 para galáxia NGC 289. . . . .	64
5.1	Informações de cada candidata. . . . .	84

## Lista de Abreviaturas e Siglas

AGN	<i>Active Galactic Nuclei</i>
CALIFA	<i>Calar Alto Integral Field Area Survey</i>
ETG	<i>Early-Type Galaxy</i>
ISM	<i>Interstellar Medium</i>
MaNGA	<i>Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory</i>
MUSE	<i>Multi Unit Spectroscopic Explorer</i>
PCA	<i>Principal Component Analysis</i>
$L_{\odot}$	<i>Luminosidade Solar</i>

# Sumário

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>17</b>
1.1	Espectroscopia de Campo Integral (IFS)	17
1.2	O MUSE	19
1.3	A galáxia NGC 289	20
1.4	Remanescentes de Supernova	22
1.5	Tomografia PCA	23
1.6	Este trabalho	24
<b>2</b>	<b>Dados</b>	<b>25</b>
2.1	Pré-processamento	25
2.1.1	Correção por extinção e avermelhamento Galáctico	25
2.1.2	Correção para o “rest-frame”	25
2.1.3	Máscaras espaciais	26
2.1.4	Uma primeira olhada nos dados	27
2.2	STARLIGHT	29
2.3	DOBBY	31
2.4	Mapas de propriedades estelares	32
2.5	Mapas de linha de emissão	34
<b>3</b>	<b>Remanescentes de Supernova</b>	<b>40</b>
3.1	Evolução de remanescentes de supernova	40
3.2	Propriedades observacionais no óptico: Como distinguir SNRs de regiões H II	43
3.2.1	Os trabalhos de Blair & Long e o critério clássico: $[S II]/H\alpha > 0.4$	44
3.2.2	O trabalho de Kopsacheili et al. [2020]: Outros critérios para identificar SNRs	49
3.2.3	Cid Fernandes et al. [2021]: SNRs identificadas através de tomografia PCA	52
3.3	Resumo	56
<b>4</b>	<b>Análise de Componentes Principais</b>	<b>58</b>
4.1	Formalismos da PCA aplicada a cubos de dados	58
4.2	Tomografia PCA	61
4.3	Resultados: Tomogramas e Autoespectros	63
<b>5</b>	<b>Encontrando SNRs</b>	<b>68</b>
5.1	Detectando fontes no tomograma 2	68
5.2	Isolando as fontes	71
5.2.1	Extraindo as linhas de emissão	71
5.2.2	Extraindo o espectro das fontes	74
5.3	Diagramas de diagnóstico	74
5.4	[O I]6300	78
5.5	Considerações finais sobre as SNRs	82
<b>6</b>	<b>Conclusão e Perspectivas Futuras</b>	<b>86</b>
6.1	Resumo do trabalho	86
6.1.1	Processamento inicial (capítulo 2)	86
6.1.2	SNRs e Tomografia PCA (capítulos 3 e 4)	87

6.1.3	Nossa amostra de SNRs e comparações (capítulo 5) . . . . .	87
6.2	Perspectivas . . . . .	88
6.2.1	Aprimoramento da técnica . . . . .	89
6.2.2	Experimentos iniciais com outras galáxias . . . . .	89
	<b>Referências</b>	<b>92</b>
	<b>A Candidatas ótimas</b>	<b>99</b>
	<b>B Candidatas boas</b>	<b>111</b>

# 1 Introdução

Este trabalho tem como objetivo detectar Remanescentes de Supernova (SNRs) em cubos de dados do MUSE. Inspirados no estudo de [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#), iremos aplicar a técnica de Tomografia PCA, originalmente desenvolvida por [Steiner et al. \[2009\]](#), ao cubo de dados da galáxia NGC 289 para a identificação de fontes candidatas a SNR.

No decorrer do trabalho, além de expormos as candidatas à SNRs em si, iremos trazer informações relevantes sobre a galáxia, apresentando mapas de propriedades das populações estelares, mapas de linhas de emissão e diagramas de diagnóstico. Também iremos, brevemente, relatar a teoria sobre as remanescentes de supernova e métodos para identificá-las na faixa do óptico. Vamos apresentar a Tomografia PCA e como se deu a sua aplicação em cubos de dados astronômicos, mostrando todos os resultados de sua aplicação em NGC 289 e discutindo os indícios da presença de remanescentes de supernova na galáxia.

Inicialmente faremos uma breve explicação sobre todas essas motivações e métodos mencionados.

## 1.1 Espectroscopia de Campo Integral (IFS)

A espectroscopia de campo integral (*Integral Field Spectroscopy*, IFS) é uma técnica observacional na qual se obtém, simultaneamente, a imagem e o espectro de diferentes regiões de um determinado objeto com apenas uma observação. O conjunto de todos esses dados extraídos após a observação é apresentado em um “cubo” de coordenadas  $(\lambda, x, y)$ , onde cada comprimento de onda  $\lambda$  está relacionado a uma imagem de coordenadas  $(x, y)$ .

Útil para a compreensão de objetos mais complexos graças à ampla análise espectro-espacial proporcionada, a IFS é uma ótima técnica de observação astronômica e ficou muito popular nos últimos 20 anos. A grande maioria dos estudos sobre galáxias feitos com essa técnica visa mapear propriedades físicas ou a cinemática das populações estelares e/ou do gás ionizado.

Alguns dos principais surveys IFS, na última década, foram o CALIFA e o MaNGA. O CALIFA ([Sánchez et al. \[2012\]](#)) foi o primeiro survey com objetivo de trazer uma amostra, com dados públicos, de  $\sim 600$  galáxias no Universo local, fornecendo uma boa amostragem espectral e espacial sobre a extensão de cada objeto. Alguns trabalhos envolvendo os dados obtidos pelo CALIFA podem ser vistos, por exemplo, em [Pérez et al. \[2013\]](#), [González Del-](#)

gado et al. [2014], González Delgado et al. [2015] e Cid Fernandes et al. [2013]. O trabalho de Pérez et al. [2013] relata o histórico individual de formação estelar utilizando a síntese espectral, além do crescimento espacialmente resolvido com o tempo cósmico para 105 galáxias do CALIFA. O estudo de González Delgado et al. [2014] tem como objetivo descrever a relação da metalicidade estelar com a massa estelar total e a densidade superficial de massa em 300 galáxias do CALIFA. Já o estudo de González Delgado et al. [2015] apresenta, em detalhes, a estrutura radial das propriedades de populações estelares em 300 galáxias de diferentes tipos morfológicos. No trabalho de Cid Fernandes et al. [2013] os autores apresentam um completo estudo da aplicação do código de síntese espectral STARLIGHT, bem como a implementação do PYCASSO (*Python Califa Starlight Synthesis Organizer*), uma plataforma para explorar os resultados dessa aplicação (ver também de Amorim et al. [2017]).

O MaNGA (Bundy et al. [2015]), por sua vez, foi um survey com objetivo de mapear detalhadamente as propriedades espectrais de  $\sim 10$  mil galáxias próximas, trazendo informações a respeito da cinemática e composição do gás e estelar. Um trabalho envolvendo dados do MaNGA é o de Vale Asari et al. [2019], o qual relata o impacto do gás difuso ionizado nas determinações de abundância química em 1409 galáxias com formação estelar. Trabalhos com dados MaNGA explorando propriedades de populações estelares e gás ionizado incluem Barrera-Ballesteros et al. [2023], Kauffmann [2021] e Vale Asari et al. [2020]. Um bom artigo de revisão sobre esses e outros surveys de IFS é Sánchez [2020].

Apesar do foco em populações estelares (idades, metalicidades, cinemática), regiões H II e AGNs, outros tipos de objetos astronômicos povoam esses cubos, mas por serem objetos com intensidade de luz mais fracas são difíceis de detectar. Um exemplo disso são as nebulosas planetárias (PNe), que estão certamente presentes em grandes números, mas em galáxias espirais, devido à grande quantidade de regiões H II são difíceis de serem detectadas, uma vez que são bem menos luminosas.

Um outro tipo de objeto, e o principal para essa dissertação, são as Remanescentes de Supernova (*Supernova Remnants, SNR*). A resolução espacial desses surveys, contudo, é da ordem de 1 kpc, muito grande para que a presença de uma SNR seja notada. Para isso é necessária uma resolução  $\sim 10$  vezes melhor, isto é, da ordem de 100 pc ou menos, e conseguimos obter isso com o MUSE.

## 1.2 O MUSE

O MUSE (*Multi Unit Spectroscopic Explorer*) (Bacon et al. [2010]) é um espectrógrafo de campo integral, instalado no VLT (*Very Large Telescope*) do ESO (*European Southern Observatory*), que cobre um campo de  $1 \times 1$  arcmin<sup>2</sup> em  $326 \times 326$  pixels, com uma cobertura espectral indo de 4800 a 9000 Å. A combinação de boa cobertura espectral, grande área coletora e a alta resolução espacial de 0.2 arcsec/pixel tornam o MUSE o instrumento ideal para a detecção de SNRs. Para este trabalho, a detecção das SNRs só foi possível graças à alta potência de resolução do MUSE, uma vez que as SNRs irão aparecer como fontes compactas espalhadas pela galáxia.

Um projeto que utiliza dados do MUSE é o Fornax3D (F3D) apresentado em Sarzi et al. [2018]. O projeto consiste na observação de 33 galáxias na região do Aglomerado de Fornax, sendo 23 delas *early type galaxies* (ETG). Graças à excelente qualidade de dados obtidos pelo MUSE, tornou-se possível identificar e investigar as propriedades das PNe nas regiões ópticas brilhantes nas ETGs. Essas mesmas PNe que anteriormente eram pouco exploradas por sua difícil identificação em outros surveys, como mencionado anteriormente.

Um dos surveys mais relevantes com o MUSE é o PHANGS (*Physics at High Angular Resolution in Nearby Galaxies*, <http://www.phangs.org>). O projeto PHANGS tem como objetivo analisar em detalhes 74 galáxias espirais próximas, incluindo dados observados em diferentes comprimentos de onda como: óptico, rádio, infravermelho e ultravioleta. O chamado PHANGS-MUSE é uma importante extensão do projeto PHANGS que utiliza os dados observados para 19 galáxias (espirais próximas) massivas da amostra. Esse survey é descrito detalhadamente em Emsellem et al. [2022].

Um trabalho que utiliza o PHANGS-MUSE é o de Congiu et al. [2023], o qual apresenta um catálogo, baseado em comparação de modelos, com informações espectrais (cinemática e fluxos de linhas) e espaciais (posição e forma) de nebulosas ionizadas nas 19 galáxias da amostra do PHANGS-MUSE. Essas mais de 40 mil nebulosas encontradas foram divididas em três classes principais: SNRs (ou nebulosas ionizadas por choque), regiões H II e PNe. A galáxia NGC 1566 que foi brevemente estudada por nós (seção §6.2.2) faz parte da amostra PHANGS-MUSE. No trabalho de Congiu et al. [2023] foram encontradas 496 nebulosas classificadas como SNRs na galáxia, como mostra a Figura 1.1. No nosso caso ainda não confirmamos a quantidade de SNRs detectadas com a Tomografia PCA, mas seria justo fazer um estudo detalhado nessa galáxia, utilizando o mesmo cubo de dados observado com o PHANGS-MUSE

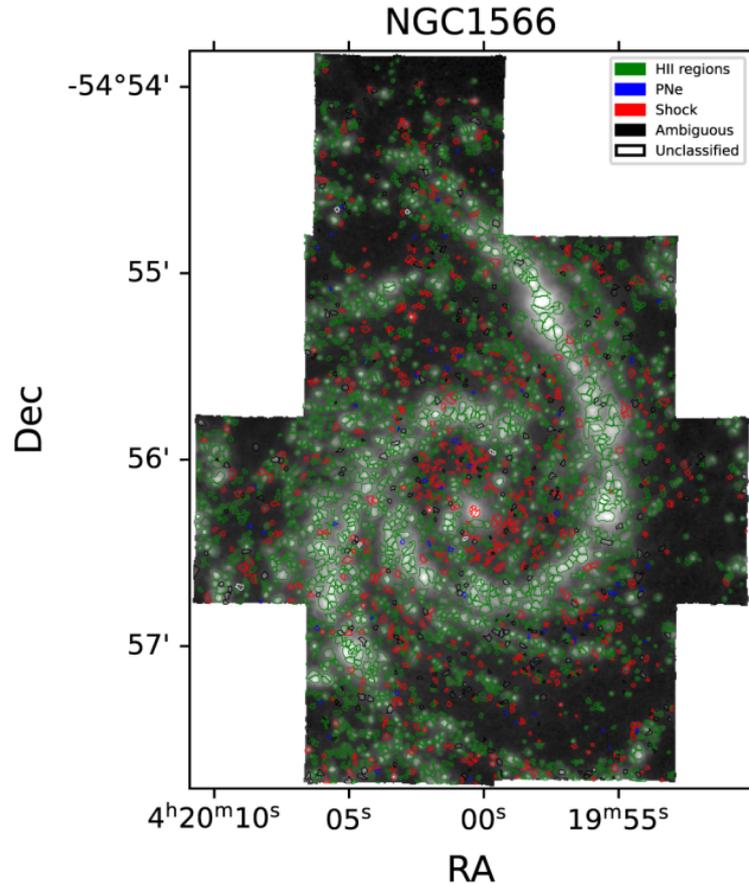


Figura 1.1: Nebulosas detectadas na galáxia NGC 1566. Fonte - Figura B.9. de Congiu et al. [2023].

para verificarmos quantas SNRs seriam detectadas e compará-las com as 496 SNRs encontradas em Congiu et al. [2023].

### 1.3 A galáxia NGC 289

A galáxia escolhida para este trabalho foi a NGC 289, uma galáxia espiral barrada (SBbc) com inclinação de  $43^\circ$  (<http://atlas.obs-hp.fr/hyperleda/>). A galáxia foi observada pelo MUSE/VLT em 13 de outubro de 2015, com tempo total de exposição de 2400 segundos. NGC 289 é uma das galáxias de formação estelar na amostra da pesquisa MAD (MUSE Atlas of Disks Erroz-Ferrer et al. 2019), a qual estima o raio efetivo, massa estelar total e taxa de formação estelar em 27 arcsec,  $10^{11} M_\odot$  e  $3.58 M_\odot \text{yr}^{-1}$ , respectivamente. A partir de espectros ópticos do núcleo da NGC 289, Veron-Cetty and Veron [1986] a classificaram como composta, uma vez que ela apresenta um espectro do tipo Seyfert e região H II simultaneamente.

Alguns trabalhos trazem a NGC 289 em destaque, como o estudo de Walsh et al. [1997] no qual investigaram a distribuição de matéria luminosa na galáxia, além de observarem

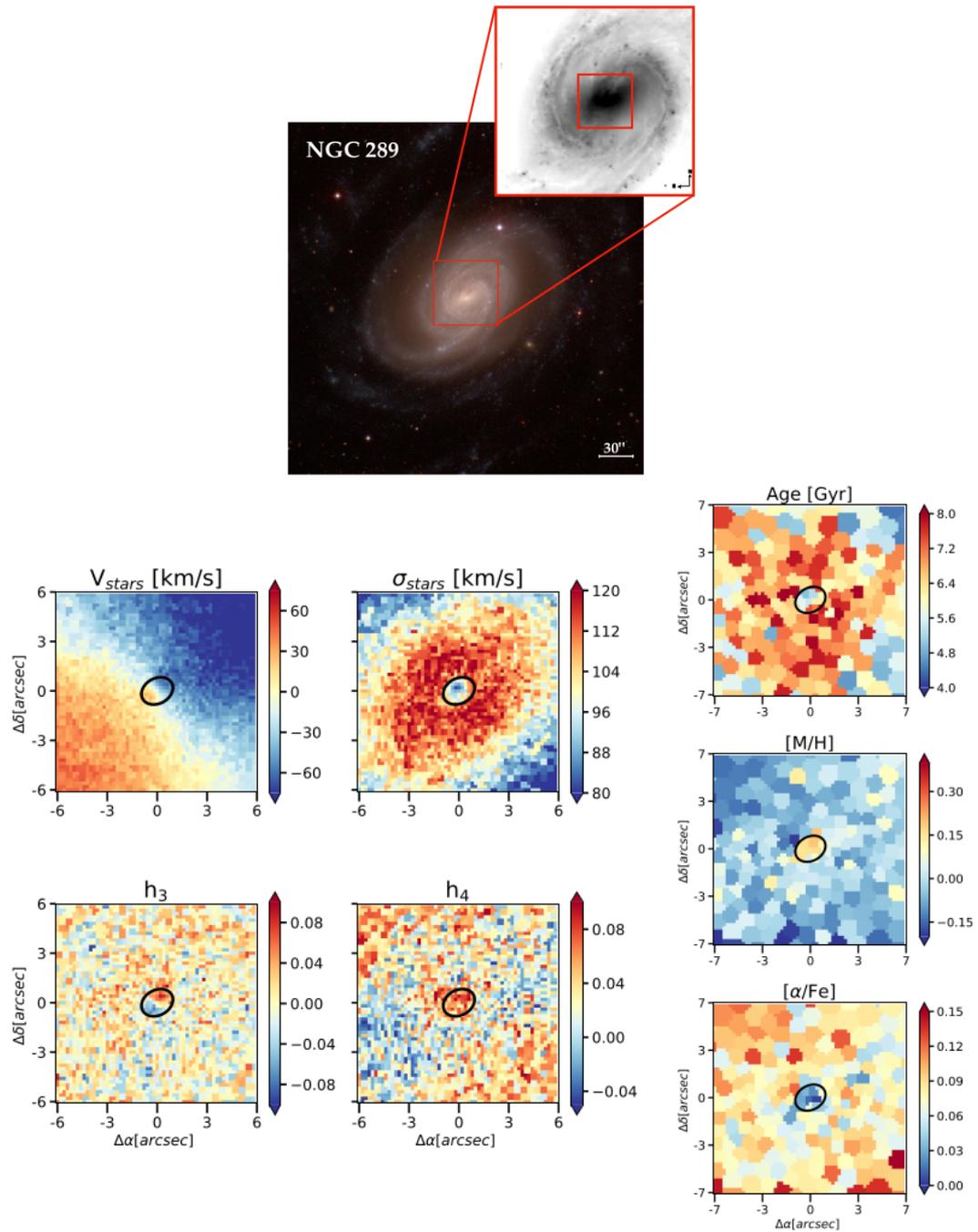


Figura 1.2: O painel superior mostra duas imagens da galáxia NGC 289, há um destaque na região central de onde se derivaram os mapas seguintes. Os painéis inferiores apresentam alguns mapas espaciais com propriedades cinemáticas e de população estelar. A elipse preta na região central indica o limite do disco nuclear. Fonte - Figura 1 de [de Sá-Freitas et al. \[2023\]](#).

a alta relação entre HI e massa estelar, sendo o raio da região HI extremamente grande ( $\sim 70$  kpc). Em de Sá-Freitas et al. [2023] os autores apresentam um estudo sobre as barras estelares e discos nucleares, em que relataram que a NGC 289 possui um disco estelar central com raio de apenas  $\sim 90$  pc (indicado na Figura 1.2), além de estimarem que a barra da galáxia se formou há  $\sim 4.50$  Gyr.

O cubo de dados do estudo de de Sá-Freitas et al. [2023] é o mesmo que utilizamos nessa dissertação. Na Figura 1.2 podemos ver uma imagem da galáxia, e em destaque se observa a área abrangida pelo cubo de dados. Mesmo com objetivos diferentes alguns mapas que investigam propriedades estelares são comuns com este trabalho. São eles os mapas de: velocidade estelar, dispersão da velocidade estelar, idade média e metalicidade, que estão apresentados na Figura 1.2 (por de Sá-Freitas et al. [2023]) e por nós nas Figuras 2.6 e 2.7. Ainda que o processamento do cubo de dados seja diferente entre os trabalhos, podemos ver a semelhança entre os mapas em comum. Nenhum dos trabalhos analisados fazem menção a SNRs, então não os utilizamos diretamente.

## 1.4 Remanescentes de Supernova

Supernovas (SNe) são de extrema importância para a evolução química do Universo, sendo também importantes fontes de energia para o meio interestelar (ISM, *Interstellar Medium*). Estudá-las observacionalmente, porém, é um desafio, dada a imprevisibilidade da data e local da explosão, e também ao fato de que elas são relativamente raras em escalas de tempo humanas. Em galáxias espirais típicas, como a nossa, ocorrem apenas de duas a três supernovas por século.

Após a explosão da estrela, forma-se uma remanescente de supernova. A interação da onda de choque gerada pela supernova com o ISM produz emissão em vários comprimentos de onda, que pode ser detectada por muitos milhares de anos. No óptico, em particular, as SNRs produzem linhas de emissão com características diferentes daquelas produzidas por fenômenos mais corriqueiros em galáxias, como regiões de formação estelar ou gás difuso ionizado.

Desde Mathewson and Healey [1964] um critério que ajuda a identificar SNRs no óptico vem sendo utilizado, que afirma que as SNRs possuem razão de linhas [S II] $\lambda\lambda$ 6713+6731 por  $H\alpha$  superior a 0.4. Trabalhos como os de Blair and Long [1997] combinam a fotometria e espectroscopia para encontrar as SNRs, que são confirmadas com esse critério clássico. Com o passar dos anos as técnicas para detecção foram evoluindo, assim como outros métodos de

confirmação de SNRs. Um exemplo desses novos métodos está no estudo teórico de [Kopsacheili et al. \[2020\]](#), que apresentam algumas razões de linhas específicas e suas confiabilidades na separação das SNRs, sendo algumas delas até “melhores” que o critério clássico.

Uma nova técnica de detecção foi encontrada em um estudo recente baseado em cubos de dados do MUSE para a galáxia espiral NGC 4030, onde [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#) se depararam com dezenas de fontes cujas características se encaixam na classe de SNR. Esse foi um achado surpreendente, pois até então SNRs não haviam sido detectadas em galáxias tão distantes por meios ópticos. Tanto a qualidade dos dados como os métodos inovadores de análise contribuíram para este achado.

## 1.5 Tomografia PCA

A Análise de Componentes Principais (PCA) é um método matemático que visa extrair e ordenar as características mais relevantes de um conjunto de dados. Ao longo dos últimos anos, a PCA vem se tornando uma técnica indispensável para o estudo de conjuntos de dados. Originalmente desenvolvida por [Steiner et al. \[2009\]](#) a chamada Tomografia PCA consiste na aplicação da PCA à cubos de dados astronômicos. Basicamente, a Tomografia PCA procura por correlações espectro-espaciais em um cubo de dados. Os resultados da Tomografia PCA são os autoespectros (que são os autovetores), os quais mostram as correlações entre os fluxos de diferentes comprimentos de onda. Os tomogramas são as projeções dos autoespectros no cubo de dados (matematicamente, se faz um produto escalar de cada autovetor com cada espectro do cubo de dados). Ele indica onde as correlações entre os comprimentos de onda ocorrem na dimensão espacial. A Tomografia PCA pode ser aplicada para todos os pixels espaciais  $(x, y)$  e todos os pixels espectrais  $(\lambda)$  do cubo, mas também podemos aplicá-la a alguma região espacial ou janela espectral específicas. Isto foi feito em [Steiner et al. \[2009\]](#), que aplicou a Tomografia PCA apenas para a região central da galáxia, ou em [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#), que aplicou com a parte espectral contendo somente os fluxos integrados nas seis principais linhas de emissão no óptico ( $H\beta$ ,  $[O III]\lambda 5007$ ,  $H\alpha$ ,  $[N II]\lambda 6584$ ,  $[S II]\lambda 6717$  e  $[S II]\lambda 6731$ ).

O estudo de [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#) consistiu em detectar SNRs na galáxia NGC 4030, logo, utilizaremos ele como inspiração para o que será feito nessa dissertação. Inclusive a nossa aplicação da Tomografia PCA também será feita apenas para as mesmas seis linhas de emissão.

## 1.6 Este trabalho

Dividimos este trabalho de modo que todas as etapas feitas até o resultado final sejam abordadas seguindo uma sequência lógica.

Antes da aplicação da tomografia PCA foram feitas algumas etapas de pré-processamento no cubo de dados, dentre as quais estão inclusas: correções dos efeitos da extinção e do “rest-frame”, implementação de máscaras espaciais, além da aplicação do STARLIGHT, PYCASSO e do DOBBY. Os detalhes e os resultados das aplicações do pré-processamento serão discutidos no Capítulo 2. Mais detalhes sobre as SNRs, métodos e critérios de detecção serão abordados no Capítulo 3. A explicação e aplicação da tomografia PCA será feita no Capítulo 4. Elas são seguidas pela discussão dos resultados no Capítulo 5, apresentando informações sobre as candidatas à SNRs e todos os “testes” feitos até a devida confirmação. Concluimos no Capítulo 6 com um resumo geral do que foi feito no trabalho e algumas perspectivas de aprimoramento das técnicas utilizadas e trabalhos futuros. Os Apêndices A e B apresentam alguns resultados complementares para cada uma das candidatas a SNRs detectadas.

## 2 Dados

O cubo MUSE de NGC 289 tem 326 por 322 pixels espaciais de  $0.2'' \times 0.2''$ , cobrindo uma faixa espectral de 4750 a 9351 Å em passos de 1.25 Å. O cubo foi baixado a partir do portal do ESO (<https://archive.eso.org/scienceportal/home>).

Neste Capítulo descrevemos esse cubo de dados, as etapas de pré-processamento e seu processamento com os softwares STARLIGHT e DOBBY. Ao final apresentamos vários mapas obtidos com essa análise, tanto das propriedades das populações estelares derivadas com o STARLIGHT (idade média das estrelas, poeira, densidade superficial de massa) como das linhas de emissão medidas com o DOBBY (de H $\beta$  até [S II]).

### 2.1 Pré-processamento

Antes de analisar os dados, é necessário aplicar algumas correções básicas. Esse pré-processamento envolve três etapas, que serão descritas a seguir.

#### 2.1.1 Correção por extinção e avermelhamento Galáctico

A extinção Galáctica na direção de NGC 289 segundo ?, é de apenas  $A_V = 0.054$  mag. Para corrigir os espectros pelos efeitos de extinção e avermelhamento devido à poeira na Via Láctea, multiplicamos os fluxos originais por  $\times 10^{+0.4A_\lambda}$ , onde  $A_\lambda = q_\lambda \times A_V$ , sendo  $q_\lambda$  a curva de avermelhamento de [Cardelli et al. \[1989\]](#), com  $R_V = 3.1$ .

#### 2.1.2 Correção para o “rest-frame”

Depois da correção por extinção Galáctica, os espectros são deslocados para o referencial de repouso usando uma velocidade de recessão de 1629 km/s (NED, <https://ned.ipac.caltech.edu>). Este passo é feito apenas por conveniência, uma vez que os códigos descritos abaixo preferem trabalhar no referencial de repouso. Uma vez descontado o redshift da galáxia, os espectros, que originalmente estão amostrados de 1.25 em 1.25 Å, são re-amostrados de 1 em 1 Å.

Todas as correções acima (extinção Galáctica, rest-framing e re-amostragem) são feitas utilizando o PYCASSO (PYthon CALifa Starlight Synthesis Organizer). O PYCASSO é um software, em Python, cujo objetivo é organizar e analisar a grande quantidade de dados produzidos pela aplicação do STARLIGHT. Os trabalhos de [Cid Fernandes et al. \[2013\]](#), [Cid Fernandes et al. \[2014\]](#) e [de Amorim et al. \[2017\]](#), apresentam a aplicação do STARLIGHT para cubos de

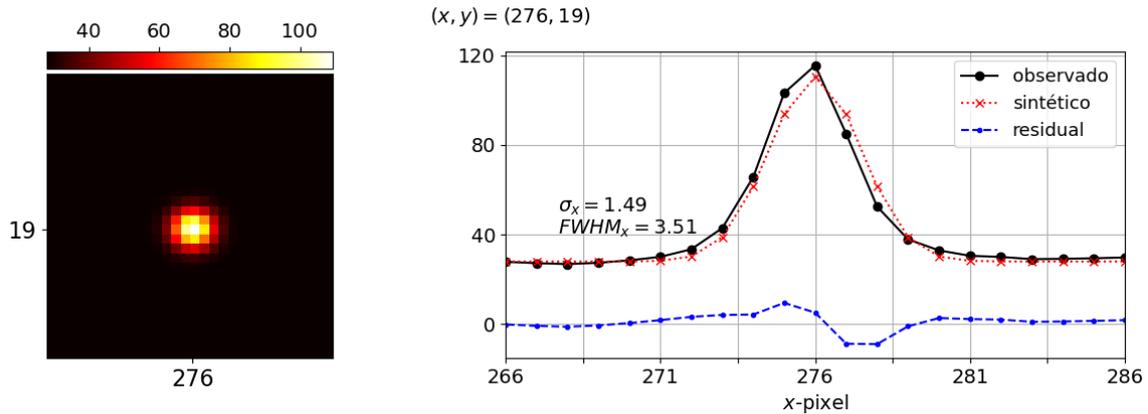


Figura 2.1: O painel da esquerda mostra uma imagem da estrela no pixel  $(x, y) = (276, 19)$ . O painel direito apresenta um corte espacial ao longo do eixo  $x$ , além de um ajuste gaussiano e o respectivo resíduo. O ajuste indica um seeing de 3.51 pixels em FWHM.

dados do CALIFA, e mostram como o PYCASSO atua no resultado dessa aplicação, compactando informações e as reunindo de maneira que ajudem na visualização e interpretação dos resultados.

Outra correção aplicada transforma as densidades de fluxo  $F_\lambda$  (em  $\text{erg/s/cm}^2/\text{\AA}$ ) em densidade de luminosidade  $L_\lambda$  (em  $L_\odot/\text{\AA}$ ). Isso foi feito simplesmente multiplicando  $F_\lambda$  por  $4\pi d^2$ , onde  $d = 20.17$  Mpc (NED) é a distância a NGC 289. Logo, os resultados deste trabalho estão em unidades de  $L_\odot/\text{\AA}$  para os espectros e  $L_\odot$  para as linhas de emissão.

### 2.1.3 Máscaras espaciais

Uma última etapa de pré-processamento envolve a construção de uma máscara espacial que elimine pixels problemáticos, como regiões de baixo sinal/ruído ou alguma estrela da nossa Galáxia, a fim de produzir espectros e imagens sem contaminações e interferências. Esses pixels problemáticos, geralmente concentrados nas bordas da imagem da galáxia, onde a calibração dos dados é prejudicada, foram removidos na aplicação do PYCASSO.

Além disso, é necessário mascarar eventuais estrelas no campo. Em geral esse passo pode ser relativamente complicado, mas para NGC 289 foi bem simples. Foram visualmente identificadas duas estrelas, nos pixels  $(x, y) = (210, 17)$  e  $(276, 19)$ . Para confirmação, foram examinados os espectros desses pixels, onde foi possível verificar que os *redshifts* não são iguais aos da galáxia NGC 289, ou seja, são objetos da nossa Galáxia. Ambas estrelas são relativamente fracas, de modo que foi suficiente mascará-las com círculos de raios 3 e 4 pixels, respectivamente, ao redor delas.

A Figura 2.1 mostra uma das estrelas. Utilizando o painel da direita, foi possível

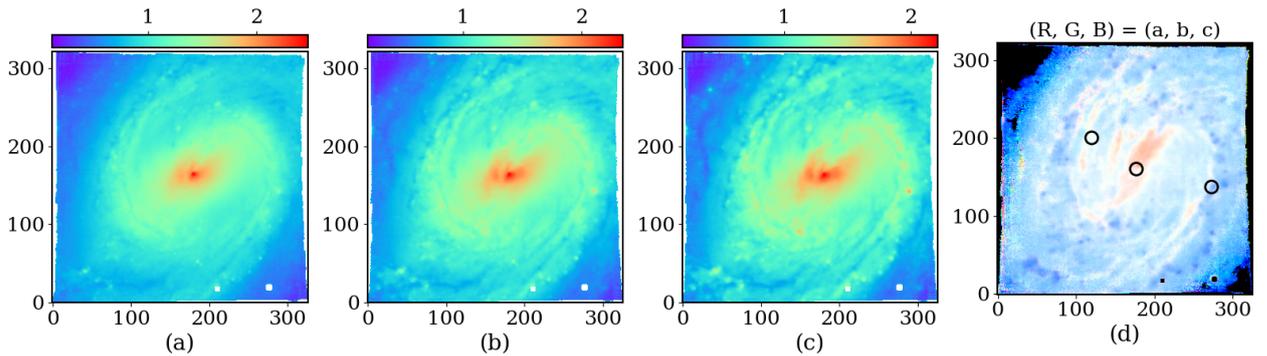


Figura 2.2: Imagens do log de  $L_\lambda$  (em  $L_\odot/\text{\AA}$  por pixel) médio nas janelas espectrais ( $8000 \pm 100$ )  $\text{\AA}$  painel (a), ( $5635 \pm 100$ )  $\text{\AA}$  painel (b) e ( $4900 \pm 100$ )  $\text{\AA}$  painel (c). O painel (d) mostra uma composição RGB das Figuras (a), (b) e (c), respectivamente. No painel (d) estão marcados os pixels em  $(x,y) = (273, 137)$ ,  $(177, 160)$  e  $(120, 200)$ .

medir a largura a meia altura (FWHM - *Full Width at Half Maximum*) do perfil da estrela, ajustando uma gaussiana 2D (utilizando a função ‘curve\_fit’ do *scipy.optimize*). Foi obtido um FWHM de 3.51 pixels, o que corresponde a  $0.702''$ . Esse valor é similar ao seeing reportado no header do cubo MUSE original (FWHM =  $0.63''$ ).

#### 2.1.4 Uma primeira olhada nos dados

O cubo tem 326 por 322 pixels espaciais. Cada pixel tem  $0.2''$  de lado, o que, para a distância de NGC 289 (20.17 Mpc) corresponde a 20 pc. A resolução espacial efetiva, porém, é dada pelo seeing, que, como visto acima, é de  $\sim 0.7''$  (3.51 pixels), o que corresponde a  $\sim 68$  pc.

Na Figura 2.2 são apresentadas algumas imagens do cubo usado nessa dissertação. Os painéis (a), (b) e (c) mostram imagens em três bandas de 200  $\text{\AA}$  de largura, centradas em  $\lambda = 8000$ , 5635 e 4900  $\text{\AA}$ , respectivamente, construídas a partir do cubo de dados. As imagens correspondem à densidade de luminosidade ( $L_\lambda$ ) média nessas bandas, em escala logarítmica, e em unidades de  $L_\odot/\text{\AA}$  por pixel. O painel (d) mostra uma imagem RGB composta pelas Figuras (a), (b) e (c), em vermelho, verde e azul, respectivamente.

A partir dessa imagem RGB pode-se destacar que próximo ao centro da galáxia é possível ver os efeitos da poeira em uma camada vermelha diagonal, cruzando o núcleo, também podendo ter indicativos de populações com estrelas mais velhas. Ao longo dos braços espirais (em branco), é possível ver pequenas regiões vermelhas, indicando a presença de poeira. A tonalidade fraca de azul, entre braços e nas partes externas da galáxia, poderia indicar a presença de populações jovens, mas não é o caso (será melhor explicado na seção §2.4). Neste RGB, as

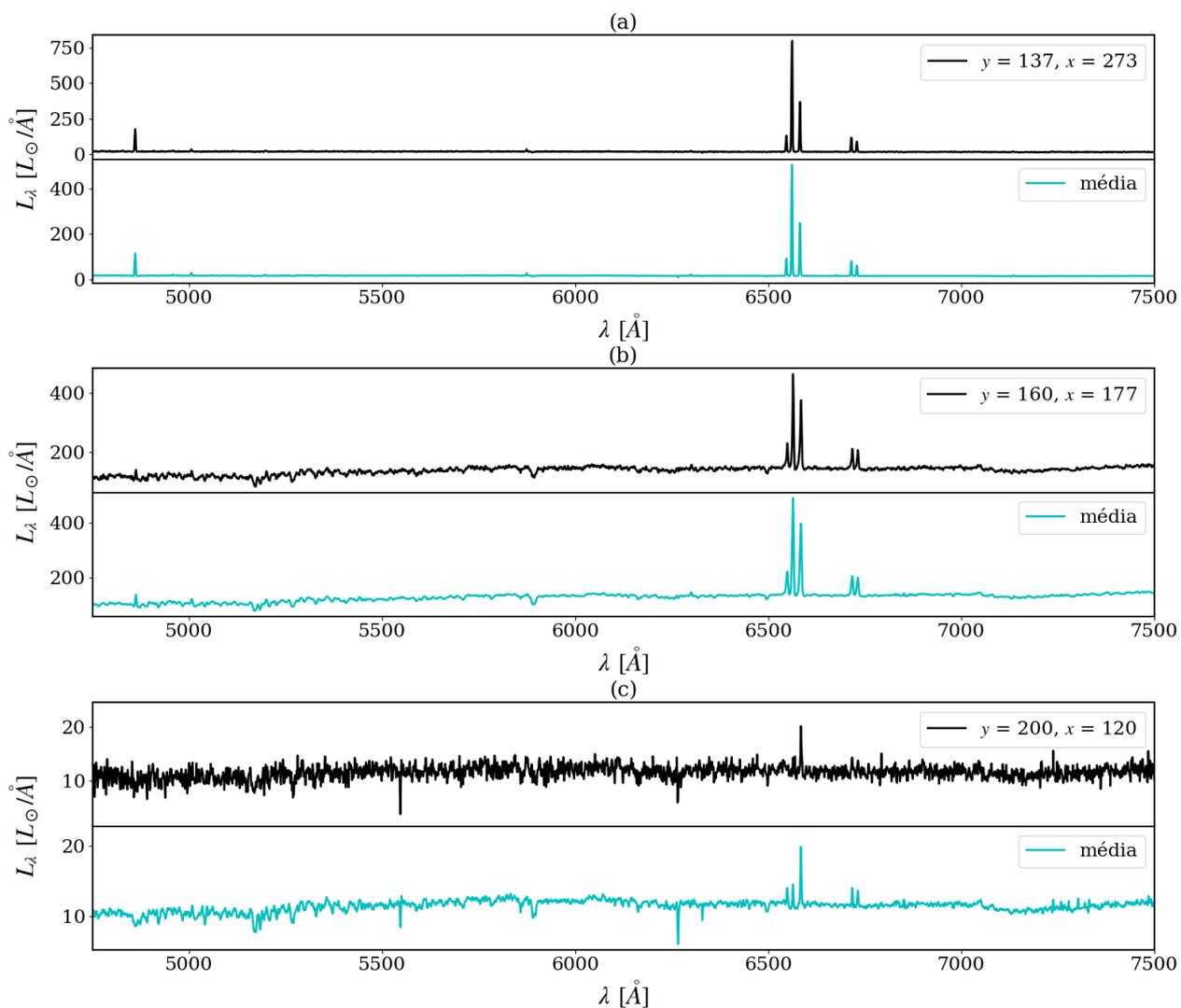


Figura 2.3: Nas Figuras (a), (b) e (c), os painéis superiores mostram espectros dos pixels  $(x, y) = (273, 137)$ ,  $(177, 160)$  e  $(120, 200)$ , respectivamente. Já os painéis inferiores mostram a média dos espectros da região ao redor dos pixels mencionados acima, em um raio de até 5 pixels.

partes azuis apenas indicam regiões com menor extinção ou menos afetadas por poeira. De fato, essas três cores não são boas indicadoras de populações estelares. Um melhor mapeamento das propriedades das populações estelares será feito com a síntese espectral, como veremos a seguir.

A Figura 2.3 mostra os espectros de três regiões do cubo, marcadas na Figura 2.2(d). Nos painéis superiores são apresentados, em preto, os espectros nos pixels  $(x,y) = (273,137)$ ,  $(177,160)$  e  $(120,200)$ . Uma vez escolhidos esses três pixels, foi definida uma região adjacente, com raio de 5 pixels, centrada em cada um desses pontos. Os painéis inferiores mostram a média dos espectros de cada uma dessas regiões. No painel (b) é possível ver que linhas de [N II] e [S II] bem fortes quando comparadas com  $H\alpha$ , sendo isso algo esperado, visto que se trata de um ponto na parte central da galáxia, próximo ao núcleo ativo de NGC 289. A fraca emissão de  $H\beta$  e [O III] é certamente devida à grande quantidade de poeira nessa região. No painel (a) [N II] e [S II] são menos intensos em relação a  $H\alpha$ . Também é possível ver emissão em  $H\beta$  e em [O III]. Este ponto está localizado em uma região H II em um braço espiral da galáxia, condizente com os espectros observados. Já o painel (c) está relacionado a um pixel em uma parte da região entre braços, o que explica as fracas linhas de emissão em comparação com o contínuo estelar. O espectro do pixel em si aparece ruidoso, sendo difícil observar linhas de emissão. Por outro lado, o espectro médio da região se mostra mais limpo, mas ainda sem revelar as linhas em emissão na região mais azul do espectro.

## 2.2 STARLIGHT

O STARLIGHT (Cid Fernandes et al. [2005]) é um código que realiza síntese espectral. O que o STARLIGHT faz é comparar o espectro observado com uma combinação linear de uma base composta por diversos modelos de espectros de populações estelares, com idades e metalicidades diferentes, a fim de produzir o espectro sintético que melhor se ajuste ao espectro observado. Os efeitos da atenuação por poeira e da cinemática estelar são também levados em consideração no modelo. Esse espectro sintético pode ser subtraído do espectro observado, assim obtendo o chamado “espectro residual”. Uma vez removido o contínuo estelar do espectro observado, torna-se possível medir as linhas de emissão do gás interestelar de maneira mais eficiente.

Basicamente, a partir do espectro observado ( $O_\lambda$ ), o STARLIGHT vai encontrar um espectro do modelo ( $M_\lambda$ ) que minimiza a diferença quadrática

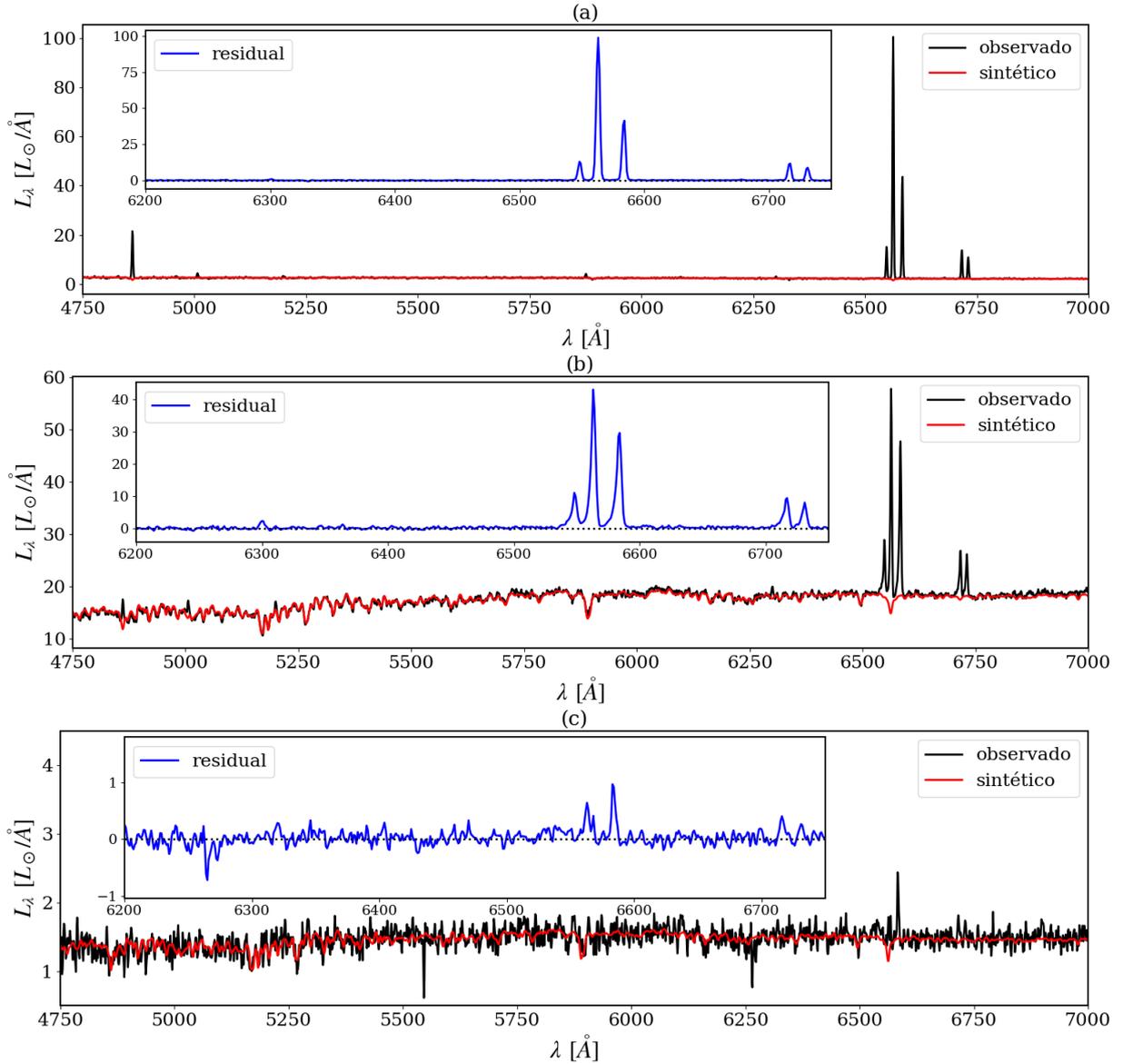


Figura 2.4: Os painéis (a), (b) e (c) mostram espectros nos spaxels  $(x,y) = (273,137)$ ,  $(177,160)$  e  $(120,200)$ , respectivamente — os mesmos mostrados anteriormente na Figura 2.3. O espectro observado (preto) e o espectro sintético, obtido pelo ajuste do STARLIGHT (vermelho), aparecem nos painéis principais, enquanto o painel com zoom mostra o espectro residual (azul).

$$\chi^2 = \sum_{\lambda} w_{\lambda}^2 (O_{\lambda} - M_{\lambda})^2,$$

em que a variância inversa,  $w_{\lambda}^2 = 1/\sigma_{\lambda}^2$ , indica o peso de cada fluxo, baseada na incerteza  $\sigma_{\lambda}$ . No caso de pixels problemáticos e linhas de emissão, fica imposto que  $w_{\lambda} = 0$ . O espectro do modelo é dado por:

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \left( \sum_{j=1}^{N_*} x_j b_{j,\lambda} \right) 10^{-0.4A_V q_\lambda} \otimes G(v_*, \sigma_*).$$

Nessa equação  $M_{\lambda_0}$  indica o fluxo em  $\lambda_0$ , o comprimento de onda de normalização escolhido ( $\lambda_0 = 5635 \text{ \AA}$ ). Os espectros (normalizados em  $\lambda_0$ ) da base são definidos por  $b_{j,\lambda}$  e estão multiplicados por  $x_j$  (a fração de  $M_{\lambda_0}$  associada a cada componente da base), indo de  $j = 1$  até o número total de populações estelares usadas no ajuste,  $N_*$ . Para levar em conta a cinemática das estrelas, esse espectro modelo deve ser convoluído. Assim é feita a operação de convolução ( $\otimes$ ) com um kernel gaussiano, representado por  $G(v_*, \sigma_*)$ , centrado em  $v_*$  e com largura  $\sigma_*$  (ou dispersão de velocidade estelar). Além disso, o termo  $10^{-0.4A_V q_\lambda}$  representa a atenuação por poeira, como explicado em §2.1.1, mas desta vez para a própria galáxia, cujo  $A_V$  deve também ser determinado pelo ajuste espectral.

Para exemplificar o ajuste proporcionado pelo STARLIGHT, a Figura 2.4 apresenta três painéis com espectros de pixels na galáxia NGC 289 (os mesmos pixels indicados na Figura 2.2(d)). Cada exemplo conta com plots do espectro observado (em preto) e do espectro sintético/ajustado (em vermelho), além de um “mini painel” com o espectro residual (em azul). Os espectros observados já foram mencionados na Figura 2.3.

O STARLIGHT sempre irá procurar o melhor ajuste para os espectros, o que pode ser melhor visto nas Figuras (b) e (c). Na Figura (a), como as linhas de emissão são bastante intensas, é difícil observar o ajuste com detalhes nessa escala. Na Figura (b) já é possível ter uma melhor visualização de como funciona esse processo, com o ajuste tanto da forma do contínuo estelar quanto das várias linhas de absorção. Por fim, na Figura (c) percebe-se que mesmo o espectro observado sendo bastante ruidoso, o STARLIGHT conseguiu realizar um ótimo ajuste.

## 2.3 DOBBY

Após aplicação do STARLIGHT e do PYCASSO, o cubo de dados passa por um último procedimento: a aplicação do DOBBY.

O DOBBY (Flórido [2018], Vale Asari et al. [2019]) é um programa que, a partir do espectro residual  $O_\lambda - M_\lambda$ , ajusta curvas gaussianas nas linhas de emissão para estimar suas propriedades. Para realizar o ajuste, é necessário fornecer o espectro residual, o espectro sintético, o espectro de erro e a velocidade da galáxia. Um exemplo do ajuste realizado pelo DOBBY é apresentado na Figura 2.5, onde se mostram espectros de dois spaxels de uma galáxia

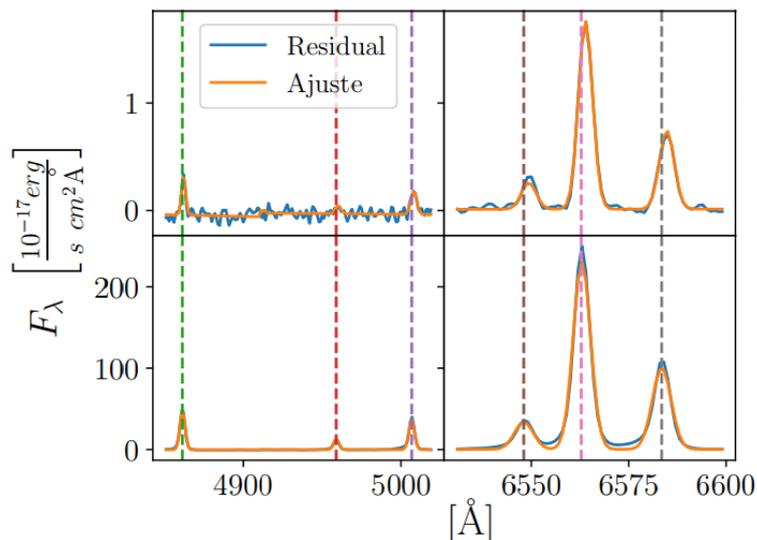


Figura 2.5: Figura dos espectros residuais (em azul) de dois spaxels de uma galáxia, com o ajuste realizado pelo DOBBY (em laranja). Fonte - Figura 29 de Flórido [2018].

do MaNGA. As curvas gaussianas ajustadas (em laranja) aparecem sobre os espectros residuais (em azul), e estão em destaque as linhas  $H\beta$ ,  $[O\ III]4959$ ,  $[O\ III]5007$ ,  $[N\ II]6548$ ,  $H\alpha$  e  $[N\ II]6584$ . Percebe-se que o DOBBY ajustou bem as linhas de emissão.

Os resultados da aplicação do DOBBY são: os fluxos (no nosso caso luminosidades) integrados, larguras equivalentes, velocidades e dispersões de velocidades das linhas de emissão. Como exemplo para a Figura 2.4(a), o DOBBY obtém luminosidades de  $H\alpha$  e  $[N\ II]6584$  de 2701 e 1101  $L_{\odot}$ , e portanto  $[N\ II]/H\alpha = 0.37$ . A dispersão de velocidades de  $H\alpha$  é 47.3 km/s, o que equivale a um FWHM de 111 km/s. Para a Figura 2.4(b) obtém-se  $[N\ II]/H\alpha = 0.78$ , com a dispersão de velocidades de  $H\alpha$  de 78.7 km/s, sendo o  $FWHM(H\alpha)$  de 185 km/s. Enquanto que para a Figura 2.4(c), o valor da razão de linhas  $[N\ II]/H\alpha$  é igual a 0.9, a dispersão de velocidades de  $H\alpha$  é 164 km/s, ou seja,  $FWHM(H\alpha)$  de 386 km/s.

## 2.4 Mapas de propriedades estelares

Como mencionado anteriormente, com o STARLIGHT se torna possível obter propriedades importantes sobre a galáxia, como: massa estelar, idade média, metalicidade, extinção, etc. Alguns desses mapas são apresentados a seguir.

A Figura 2.6(a) mostra o mapa da idade estelar média, ponderada pela luminosidade. Na região central da galáxia, e pelos arredores dos braços espirais e partes externas, destacam-se populações estelares mais velhas, na cor vermelha, aproximando-se dos 10 bilhões de anos. Já nos braços espirais da galáxia, onde a idade média está em  $\sim 2$  bilhões de anos, é possível

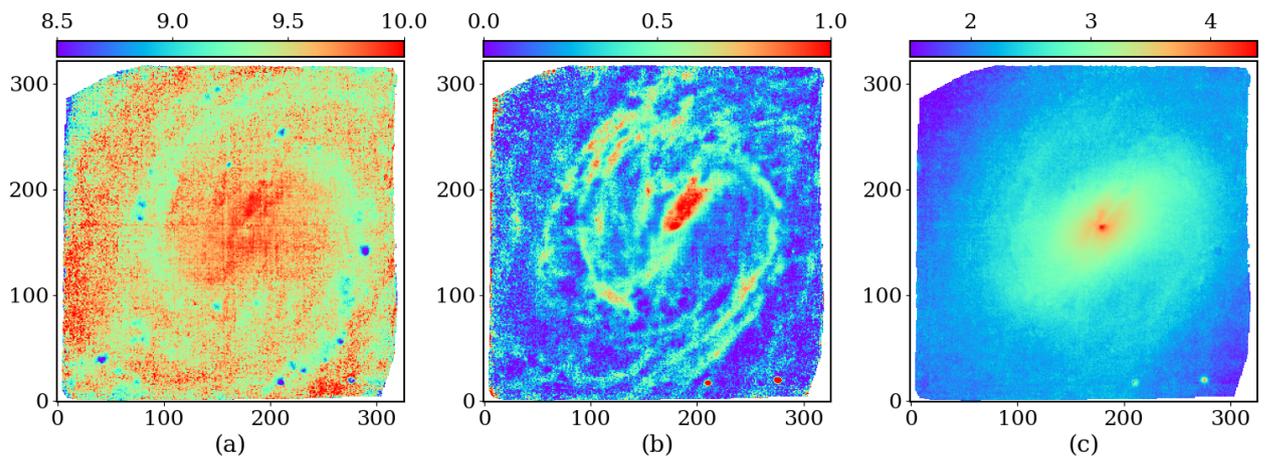


Figura 2.6: (a) Mapa da idade média, ponderada pela luminosidade,  $\langle \log t / \text{yr} \rangle_L$ . (b) Mapa da atenuação galáctica,  $A_V$  (em mag). (c) Mapa da densidade superficial de massa estelar,  $\log \Sigma_{\star}$ , em  $M_{\odot}$  por pixel.

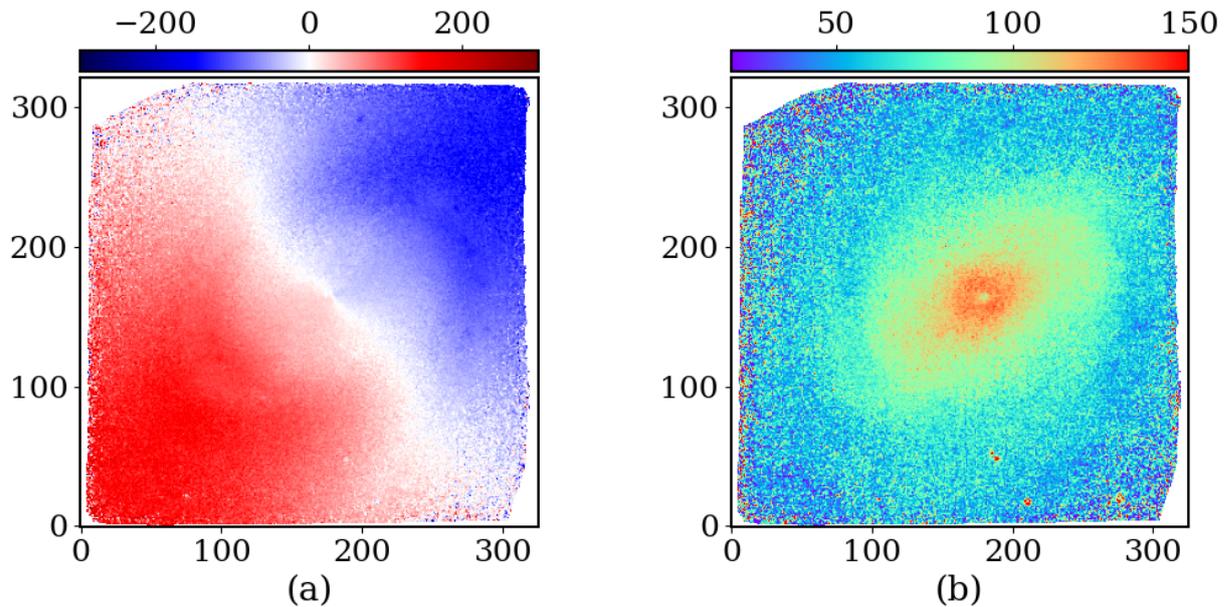


Figura 2.7: Mapas da (a) velocidade estelar,  $v_{\star}$ , e (b) dispersão de velocidades estelares,  $\sigma_{\star}$ , ambas em km/s.

ver algumas regiões na tonalidade roxa/azul. Esses pontos estão indicando populações estelares muito mais jovens quando comparadas ao restante. A Figura 2.6(b) apresenta o mapa de extinção galáctica. Essa Figura confirma o que foi visto na Figura 2.2(d), apresentando o mesmo comportamento na região (aqui na cor vermelha) próxima ao centro, que no caso, está indicando a presença de poeira, bem como em algumas regiões nos braços espirais. Já a Figura 2.6(c) mostra o mapa da densidade superficial de massa estelar, sendo possível ver que a região central apresenta uma densidade maior de estrelas, e a escala vai decrescendo conforme se afasta do núcleo até as partes externas.

A Figura 2.7 apresenta mapas com características relacionadas à cinemática:  $v_*$  e  $\sigma_*$ . Em 2.7(a), observa-se a velocidade radial da galáxia, sendo possível ver como está acontecendo a sua rotação. Nota-se que nas partes mais externas da galáxia, as velocidades são maiores, e decresce conforme se aproxima da região central. A região branca, com velocidade zero para o observador, indica um “eixo” de orientação, da rotação da galáxia. Fazendo uma analogia com *blueshift* e *redshift* para descrever a rotação da galáxia, a parte azul (com velocidade negativa) estaria se aproximando do observador, enquanto a parte vermelha (com velocidade positiva), se afastando. Já a Figura 2.7(b) mostra a dispersão de velocidades na galáxia, percebe-se que na região central da galáxia a dispersão de velocidade é maior, isso era esperado visto que aquela região possui uma maior densidade.

Esses mapas são mostrados apenas por completeza, pois não vamos utilizar as propriedades estelares na nossa análise.

## 2.5 Mapas de linha de emissão

Os fluxos (ou luminosidades) das linhas de emissão, obtidos com o DOBBY, serão o principal material de estudo para essa dissertação, tanto para a Tomografia PCA quanto para detecção de SNRs. A seguir, serão apresentados e discutidos os principais mapas de linhas de emissão, tanto em escala linear quanto logarítmica.

A Figura 2.8 mostra seis painéis com os mapas das luminosidades das linhas de  $H\beta$ ,  $[O III]\lambda 5007$ ,  $H\alpha$ ,  $[N II]\lambda 6584$ ,  $[S II]\lambda 6716$  e  $[S II]\lambda 6731$ , em uma escala linear (mas saturada) em  $L_{\odot}$  por pixel. Para uma comparação neutra da intensidade de cada linha, todos os mapas possuem a mesma escala. É nítida a presença de  $H\alpha$  no centro e nos braços espirais, o que indica uma intensa formação estelar nessas regiões, corroborando com as propriedades estelares vistas anteriormente. As linhas de  $H\beta$ ,  $[N II]$  e ambas de  $[S II]$ , também estão presentes, mas

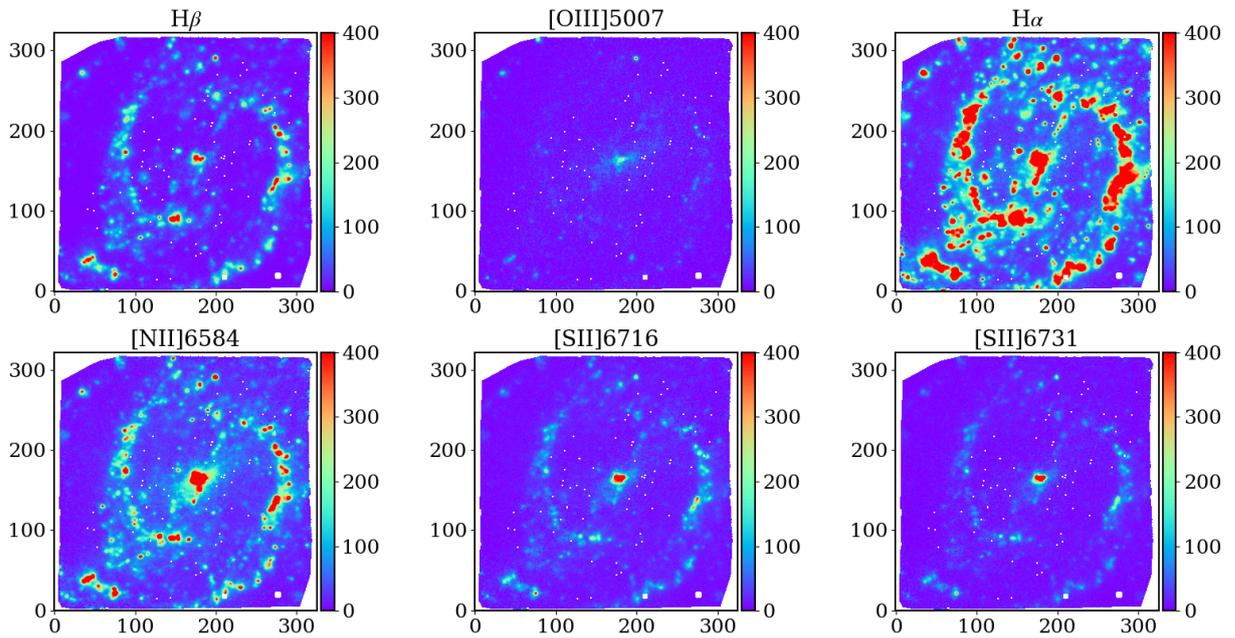


Figura 2.8: Mapas das linhas de emissão  $H\beta$ ,  $[O\text{ III}]5007$ ,  $H\alpha$ ,  $[N\text{ II}]6584$ ,  $[S\text{ II}]6716$  e  $[S\text{ II}]6731$ . A escala de intensidade é dada em  $L_{\odot}$  por pixel.

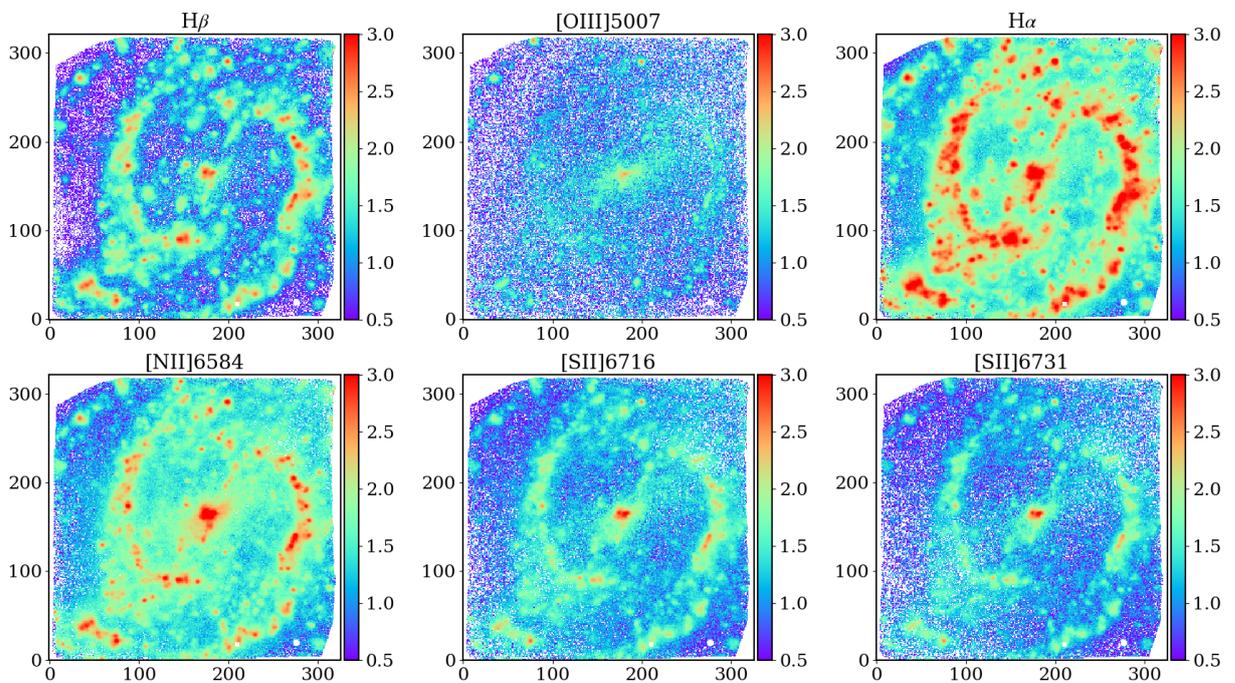


Figura 2.9: Como a Figura 2.8, mas em log.

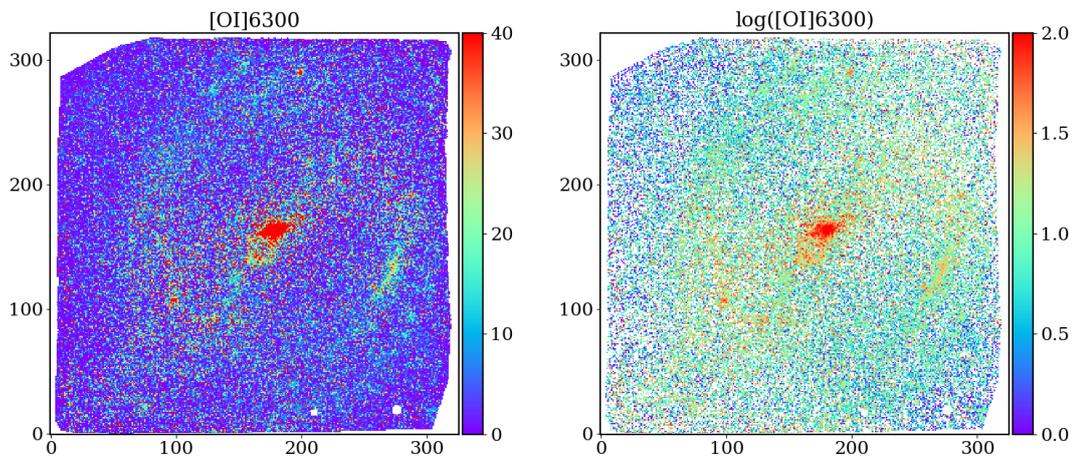


Figura 2.10: Mapas da linha de [O I]. A escala de intensidade é dada em  $L_{\odot}$  por pixel. À esquerda a escala é linear, enquanto à direita é em log.

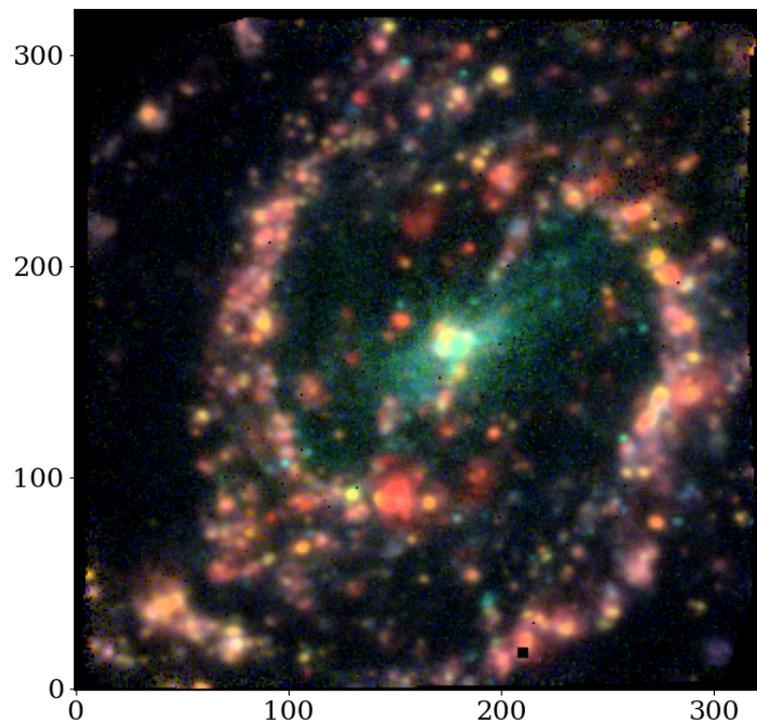


Figura 2.11: Imagem RGB da galáxia NGC 289, sendo utilizadas em sua composição as linhas de emissão H $\alpha$  (vermelho), [N II]6584 (verde) e [S II]6716+[S II]6731 (azul).

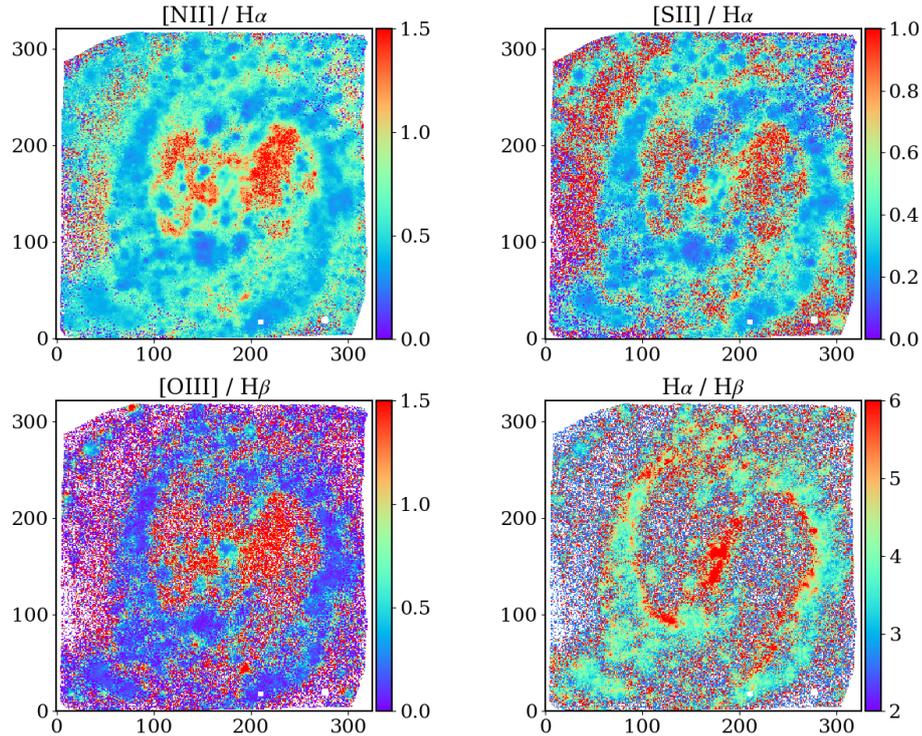


Figura 2.12: A Figura mostra alguns mapas de razões de linhas de emissão. Os painéis superiores apresentam:  $[N II]/H\alpha$  e  $[S II]/H\alpha$ , enquanto os painéis inferiores trazem:  $[O III]/H\beta$  e  $H\alpha/H\beta$ .

de maneira menos intensa, sendo esses últimos relativamente fracos nos braços espirais. O mapa da linha de  $[O III]$  aparece sendo o mais fraco, com poucas regiões de emissão. A Figura 2.9 também mostra os seis mapas com mesma escala, porém, agora, logarítmica. Devido à essa escala, todos os pixels com emissão zero foram mascarados, então, todas regiões visíveis possuem emissão, mesmo que fraca.

O mapa da linha de  $[O I]\lambda 6300$  é apresentado na Figura 2.10, em escalas linear e logarítmica. Percebe-se que, apenas a região central conta com alguma taxa significativa de  $[O I]$ , no restante da galáxia se torna quase imperceptível. A emissão de  $[O I]$  é um ótimo método para identificar SNRs (será melhor explicado em §3.2.2), porém, devido à sua fraca emissão nessa galáxia, será difícil utilizá-lo.

A Figura 2.11 mostra uma composição RGB com  $H\alpha$ ,  $[N II]6584$ , e  $[S II] \equiv [S II]6717 + [S II]6731$  nos canais R, G e B, respectivamente. Como o esperado, as regiões  $H\alpha$  (em vermelho) aparecem com maior destaque nos braços espirais. Já  $[N II]$  (em verde) está mais visível na região central, no que aparenta ser uma região difusa, um cone de ionização associado ao núcleo Seyfert. Algo a se ressaltar nesse RGB são os pontinhos verdes e azuis, espalhados ao redor da galáxia. Esses pontos indicam uma maior presença de  $[N II]$  e/ou  $[S II]$ . Como será

visto nos resultados dessa dissertação, muitos desses pontos serão confirmados como SNRs.

Por fim, na Figura 2.12 apresentamos alguns mapas de razões de linhas de emissão  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ ,  $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ ,  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  e  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$ . O mapa de  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$  mostra razões mais elevadas na região central devido ao AGN ali presente, e também vemos isso (de modo mais fraco) no gás ionizado difuso entre os braços espirais. Já os braços espirais apresentam razões baixas, típicas de regiões H II. Essa análise é corroborada com o mapa de  $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ , que segue aproximadamente o mesmo padrão ao exibir razões análogas nas regiões do centro, nos braços e entre eles. O mapa de  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  também remete aos dois primeiros apresentando  $[\text{O III}]$  baixo nas regiões H II, ao contrário da sua forte emissão no difuso. Por fim, o mapa de  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  é sensível à poeira e podemos ver esse grande excesso na região do núcleo, ao longo da barra e nas partes internas dos braços espirais.

Um método clássico para analisar objetos com linhas de emissão é através de diagramas comparando diferentes razões de fluxos dessas linhas. Os chamados diagramas de "diagnóstico" se tornaram muito úteis para identificar características similares em objetos, e agrupá-los em diferentes regiões. O trabalho de Baldwin et al. [1981] foi pioneiro no uso desses diagramas, e foi onde o clássico diagrama que compara  $[\text{O III}]/\text{H}\beta \times [\text{N II}]/\text{H}\alpha$  foi proposto, o diagrama BPT.

A Figura 2.13 apresenta dois diagramas de diagnóstico: o diagrama BPT, e o diagrama de  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{S II}]/\text{H}\alpha$ , que será útil para detectar as SNRs. Em ambos diagramas, os pontos estão coloridos de acordo com as cores da composição RGB da Figura 2.11. Além disso, para uma melhor visualização de resultados importantes, foram considerados apenas os spaxels com  $L_{\text{H}\alpha} > 200L_{\odot}$ .

No diagrama BPT estão marcadas quatro linhas. As linhas de Kewley et al. [2001] (em magenta), de Kauffmann et al. [2003] (em vermelho) e de Stasińska et al. [2006] (em azul) separam regiões que indicam formação estelar das regiões que indicam núcleos ativos de galáxias (AGNs). Já as linhas de Kopsacheili et al. [2020] tanto no diagrama BPT quando no diagrama  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{S II}]/\text{H}\alpha$ , estão associadas a um método de identificação de SNRs, em que as candidatas à SNRs estarão nas regiões acima das linhas, e o mesmo acontece com a linha  $\log([\text{S II}]/\text{H}\alpha) = 0.4$ .

Em ambos diagramas percebe-se que a maioria dos pontos são de coloração avermelhada, que no caso estão indicando regiões H II, nos braços da galáxia. Já os pontos em verde/azul possuem as linhas proibidas fortes em relação a  $\text{H}\alpha$ . Esses pontos estão concentra-

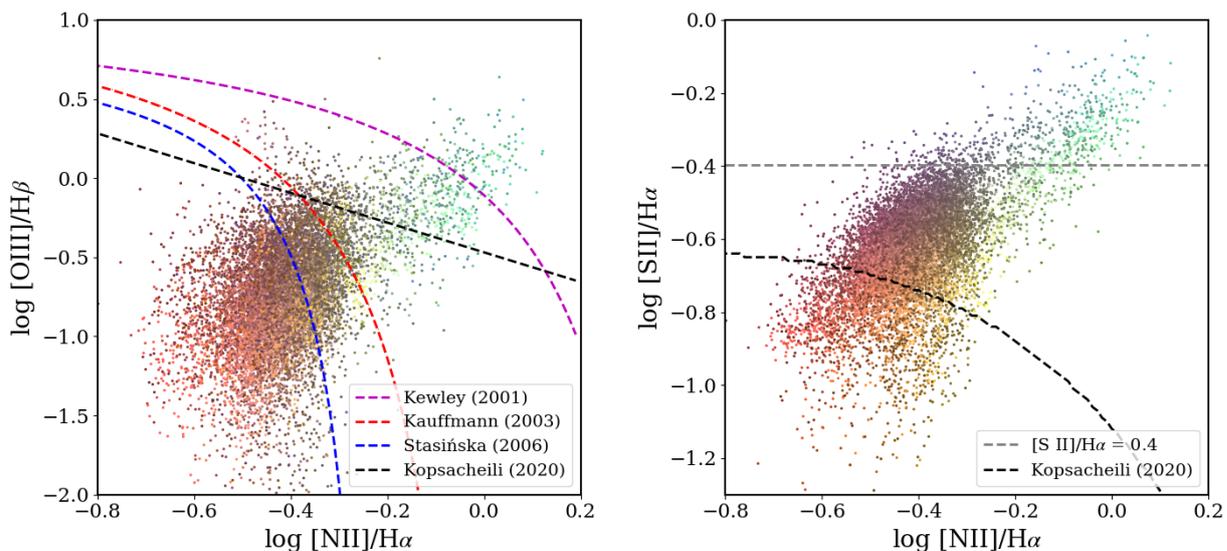


Figura 2.13: O painel da esquerda mostra o diagrama BPT, com demarcação das linhas de Kewley+01 (magenta), de Kauffmann+03 (em vermelho) e de Stasińska+06 (em azul). O painel da direita mostra o diagrama  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{S II}]/\text{H}\alpha$ , com a linha  $\log([\text{S II}]/\text{H}\alpha) = 0.4$  (em cinza) marcando o tradicional critério de separação de SNRs e regiões H II. As linhas pretas em ambos diagramas são referentes a marcação de Kopsacheili et al. [2020]. Os pontos estão coloridos de acordo com o RGB da Figura 2.11.

dos na região central da galáxia, que é dominada por um núcleo ativo. Porém, como comentado anteriormente, existem fontes verdes/azuis fora da região central da galáxia que também possuem fortes emissões nas linhas proibidas. Como veremos, pelo menos algumas dessas fontes são candidatas à SNRs.

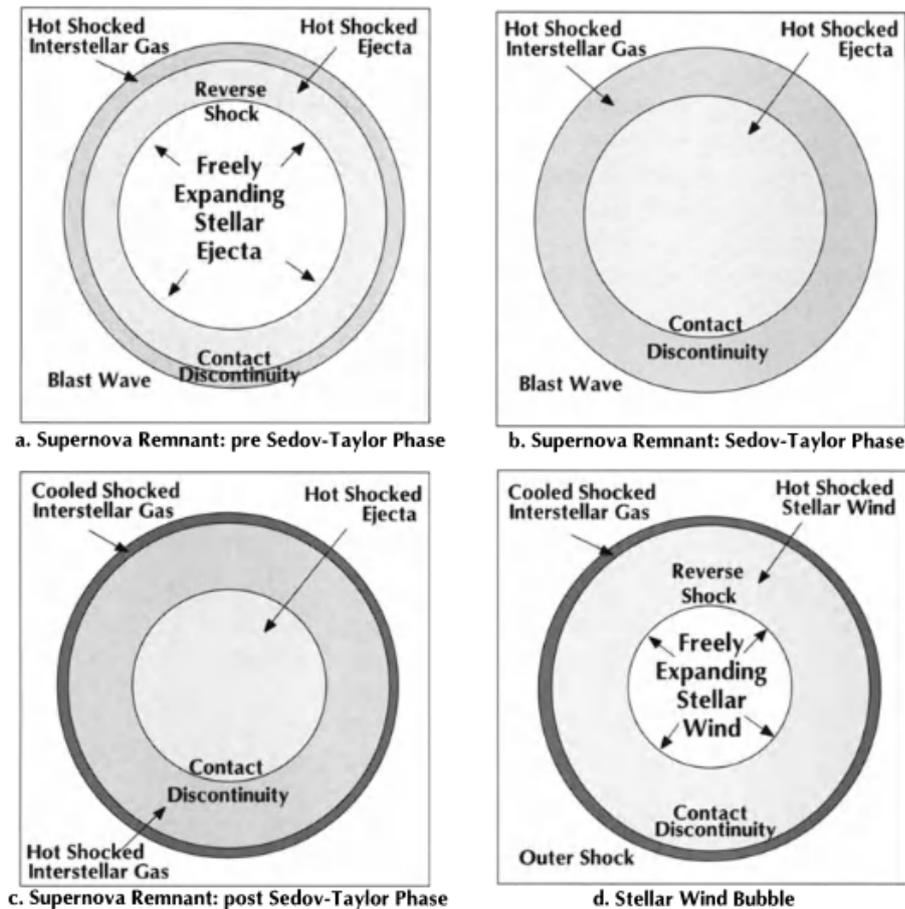


Figura 3.1: Esquema mostrando a estrutura de uma SNR em suas fases evolutivas. Fonte - Figura 8.4 de [Dopita and Sutherland \[2003\]](#).

### 3 Remanescentes de Supernova

Neste Capítulo descrevemos um pouco da teoria de SNRs (§3.1) e, principalmente, os diferentes métodos propostos para identificar SNRs através de observações na faixa do óptico (§3.2).

#### 3.1 Evolução de remanescentes de supernova

As Remanescentes de Supernova surgem após a explosão da supernova, quando parte da energia liberada, cerca de  $10^{51}$  erg, acaba sendo convertida em energia cinética. O material é ejetado pela explosão da estrela progenitora em altas velocidades, fazendo com que uma onda de choque se expanda e crie uma camada de plasma aquecido que irá interagir com o meio interestelar (ISM) ao redor da progenitora.

Pode-se dividir a evolução da SNR em quatro fases. Vejamos.

*i - Expansão livre:* A primeira fase, conhecida como “expansão livre”, acontece devido à baixa densidade de material do ISM circundante. A expansão do material estelar ejetado ocorre livremente, com velocidade  $\sim$  constante. Essa expansão da onda de choque gerada pela supernova faz com que o ISM circundante se aqueça rapidamente, sendo a principal razão para a forte emissão de raios-X detectados nas SNR jovens.

Por conta da colisão do material ejetado com o ISM circundante, acontece um choque reverso que se propaga de volta para o local da explosão. Esse choque reverso converte a energia cinética da expansão em energia térmica, aumentando a temperatura e densidade da região. Como a massa do material ejetado domina sobre a massa varrida pelo choque direto (o “forward shock”), a maior parte da energia da explosão ainda está contida no material ejetado em expansão livre.

A Figura 3.1(a), de Dopita and Sutherland [2003], mostra um esquema de como a primeira fase funciona. A partir do centro da explosão da estrela, o material ejetado está se expandindo livremente; o choque reverso aparece limitando a onda do material ejetado com a colisão no meio circundante à explosão.

Durante as diferentes fases evolutivas, o raio da onda de choque pode ser aproximado por:

$$R \approx R_0 \left( \frac{t}{t_0} \right)^m,$$

em que  $t$  é a idade da SNR e  $m$  é chamado de *parâmetro de expansão*. Nesta aproximação a velocidade do choque é dada por:

$$v = \frac{dR}{dt} \approx m \frac{R_0}{t_0} \left( \frac{t}{t_0} \right)^{m-1} = m \frac{R}{t}.$$

Na fase de expansão livre,  $m \approx 1$ , porém, na fase seguinte,  $m$  diminuirá para  $m = 2/5$  Sedov [1959]. Conforme a onda de choque cresce, a quantidade de matéria do ISM varrida por ela também aumenta, até chegar o momento em que ambas densidades se estabilizem, assim desacelerando e impedindo a expansão livre da onda de choque.

*ii- Fase de Sedov-Taylor:* A partir de agora, a SNR passa por uma fase de conservação de energia (ou fase de Sedov-Taylor), em que a energia total da explosão permanece aproximadamente constante, estando contida na forma de energia interna e energia cinética da “casca”

(*shell*) aquecida. Estima-se que 70% dessa energia total da explosão está convertida em energia térmica da matéria varrida (Chevalier [1974]). Com isso, assume-se que a taxa de expansão é determinada pela energia inicial da onda e pela densidade do ISM.

Durante a fase de Sedov-Taylor, é possível obter uma boa estimativa para entender a evolução da SNR a partir de uma equação que descreve o comportamento da onda de choque, relacionando o seu raio, tempo e energia liberada desde a explosão, com a densidade ( $\rho$ ) do ISM. Para isso, considera-se uma onda de choque esférica e um ISM com densidade uniforme. Assim se apresenta a equação de Sedov-Taylor:

$$R \sim t^{2/5} \rho^{-1/5} E^{1/5}.$$

A Figura 3.1(b) mostra como a SNR se comporta nessa fase. Notar que o choque reverso já processou todo o material ejetado.

*iii - Fase “Snow-plow”*: A partir do momento em que a velocidade da onda de choque decai para  $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$ , causando uma considerável queda de temperatura, não é mais possível assumir a conservação de energia, pois agora as perdas radiativas se tornam importantes. Esse é o início da chamada “fase radiativa”. Essa fase é a mais importante neste trabalho, uma vez que a SNR se torna mais brilhante no óptico, emitindo fortemente em linhas de emissão como  $H\alpha$ , [O III], [N II] e [S II]. A fase radiativa vai terminando conforme a onda de choque interage com o ISM, perdendo velocidade e se expandindo cada vez mais lentamente.

Essa fase está ilustrada na Figura 3.1(c), onde é possível ver a camada de gás resfriado formada no extremo da onda de choque.

*iv - Fase de dissipação*: A última fase de evolução, chamada de “fase de dissipação”, é marcada pelo fim da SNR. Isso acontece quando a velocidade de expansão da onda de choque diminui até cerca da velocidade do som, e a SNR acaba se dispersando pelo ISM. O tempo de vida estimado de SNRs típicas é de  $10^6$  anos, quando seus raios típicos atingem dezenas–centenas de pc.

A Figura 3.2, extraída de Micelotta et al. [2018], apresenta um gráfico que relaciona o raio, o tempo e a velocidade em cada fase da SNR, desde a sua explosão. Como se vê, conforme a SNR vai se expandindo pelo ISM ao longo dos anos, sua velocidade vai decaindo. As SNRs

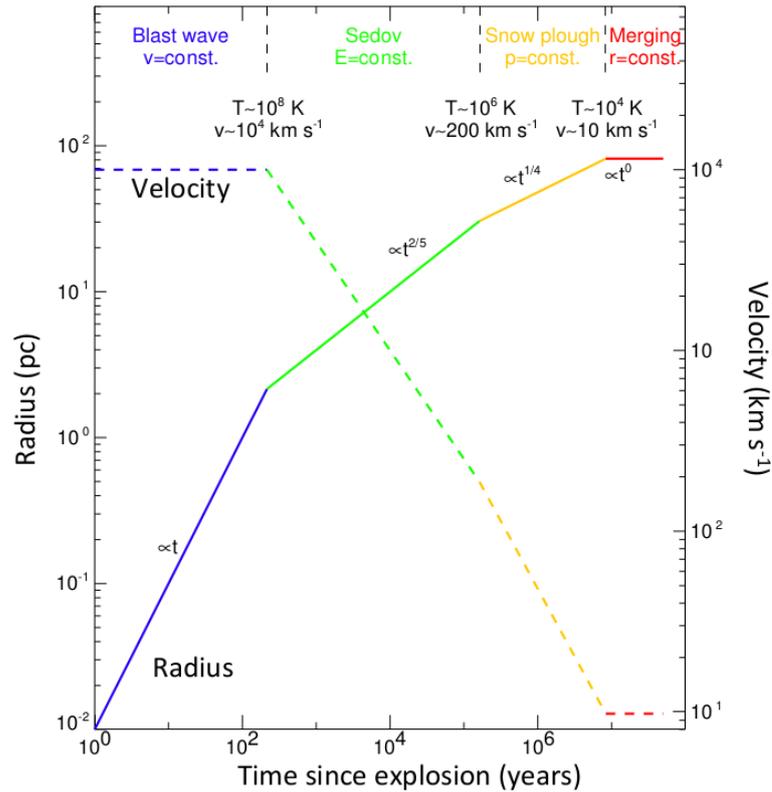


Figura 3.2: Fases de SNRs. Fonte - Figura 1 de [Micelotta et al. \[2018\]](#).

estudadas neste trabalho – tanto as amostras descritas na literatura quanto nas candidatas por nós detectadas – tendem a ser relativamente evoluídas, estando no final da fase de Sedov-Taylor ou começando a fase radiativa ([Winkler, Long, and Blair \[2023\]](#)). Nessas fases as emissões de linhas na faixa do óptico são mais importante, além de possuírem um raio típico da ordem de  $\sim 10$  a  $50$  pc e velocidades da ordem de  $100$  km/s.

### 3.2 Propriedades observacionais no óptico: Como distinguir SNRs de regiões H II

Nessa seção, vamos revisar métodos usados na literatura para identificar e caracterizar SNRs em outras galáxias a partir de observações na faixa do óptico. Serão contempladas as perspectivas das pesquisas de [Blair and Long \[1997, 2004\]](#), [Winkler, Long, and Blair \[2023\]](#) (§3.2.1), o trabalho teórico de [Kopsacheili et al. \[2020\]](#) (§3.2.2), e, finalmente, o de [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#), que inspirou esta dissertação (§3.2.3).

### 3.2.1 Os trabalhos de Blair & Long e o critério clássico: $[S II]/H\alpha > 0.4$

O trabalho de Blair and Long [1997] apresenta um estudo de identificação de SNRs na faixa do óptico para as galáxias NGC 300 e NGC 7793. O método utilizado por eles consiste de uma combinação de imagens (fotometria) e espectroscopia.

Para o imageamento, foram utilizados três filtros: dois de banda estreita ( $\sim 50 \text{ \AA}$ ) centrados em  $[S II]$  e  $H\alpha + [N II]$ , assim isolando a emissão advinda dessas linhas de emissão, e um filtro de  $150 \text{ \AA}$  de largura ao redor de  $6100 \text{ \AA}$ , para remover a luz de fundo da galáxia. A partir das imagens, torna-se possível identificar fontes (nebulosas isoladas) que seriam mais brilhantes em  $[S II]$  em relação a  $H\alpha$ , o que é um indício de aquecimento por choque. De fato, a razão  $[S II]/H\alpha$  é um dos melhores critérios para identificação de SNRs, já que, em proporções mais elevadas, elas indicam nebulosas atingidas por choque, enquanto, em níveis mais baixos, apontam para regiões fotoionizadas.

Ao longo de estudos como os de Mathewson and Healey [1964], Westerlund and Mathewson [1966] e Mathewson and Clarke [1973], pioneiros em pesquisas de SNRs extragalácticas, começou a ser identificado que, no óptico, os espectros de SNRs apresentavam uma proporção considerável de  $[S II]$  sobre  $H\alpha$  quando comparadas com espectros de regiões H II comuns. Em Dodorico et al. [1978], foi feita a primeira menção quantitativa de  $[S II]/H\alpha$ , onde definiram que nebulosas de razão igual ou superior a 0.6 seriam SNRs. Já em outro trabalho de Dodorico et al. [1980],  $[S II]/H\alpha > 0.4$  foi adotado como o critério para detecção de SNRs e sua distinção das regiões H II. Esse critério segue muito utilizado.

Voltando ao trabalho de Blair and Long [1997], nessa primeira etapa (imageamento), foram detectadas 28 candidatas em cada uma das galáxias. A Figura 3.3 mostra imagens da galáxia NGC 300 em  $H\alpha$  e de NGC 7793 em  $[S II]$ ; em ambas, as candidatas a SNR estão marcadas com círculos brancos. Destacam-se ainda diversas regiões H II. Algo interessante de se salientar é o fato de que as candidatas a SNR parecem se alinhar com os braços espirais, embora nenhuma das duas apresente braços bem definidos.

A confirmação de que as candidatas detectadas são realmente SNRs é feita espectroscopicamente. Alguns exemplos dos espectros obtidos por Blair and Long [1997] são mostrados na Figura 3.4. À esquerda estão os espectros relativos às SNRs, enquanto à direita estão os espectros de regiões H II. A razão  $[S II]/H\alpha$  é bem mais forte nas SNRs do que nas regiões H II, além do fato de que todas as candidatas observadas espectroscopicamente confirmaram  $[S II]/H\alpha$  superior a 0.4. Outro excelente indício é que a grande maioria das candidatas apre-

senta emissão de [O I]  $\lambda\lambda 6300, 6363$ , o que também é consistente com aquecimento por choque. Algo também notável são as linhas de [O III] e [N II], mais fortes nas SNRs em comparação com as regiões H II. Ao final, concluiu-se que todas as candidatas observadas espectroscopicamente são, de fato, SNRs, e que provavelmente as outras candidatas, cujos espectros não foram obtidos, também sejam SNRs. Interessante destacar que essas são as primeiras amostras consideravelmente grandes de SNRs que foram identificadas fora do Grupo Local.

Em outro estudo, Blair and Long [2004] aplicam a mesma metodologia utilizada no trabalho de 1997, dessa vez para a galáxia M83. Com o tradicional critério  $[S II]/H\alpha > 0.4$  aplicado na imagem da galáxia, foram selecionadas 71 candidatas à SNR. O espectro de 25 delas foi obtido, porém apenas 20 das candidatas foram realmente confirmadas como SNR. Mesmo assim, essas outras cinco candidatas não foram prontamente eliminadas, pois mesmo não atendendo ao critério  $[S II]/H\alpha > 0.4$ , possuem uma forte emissão de [O I], o que é um bom indício de SNR.

Recentemente, o trabalho de Winkler, Long, and Blair [2023] mostra a detecção de SNRs na galáxia irregular NGC 4449. Semelhante aos trabalhos anteriores, foram utilizados filtros de banda estreita centrados nas linhas de  $H\alpha$ , [S II] e [O III], além de mais duas bandas centradas em 5127 Å e 6840 Å para subtrair o contínuo estelar, produzindo assim imagens puras de linhas de emissão.

O critério  $[S II]/H\alpha$  também foi utilizado para a detecção das candidatas; porém, não foi tão eficiente, visto que nessa galáxia irregular o gás ionizado aquecido apresenta a razão  $[S II]/H\alpha$  mais elevada que o comum em galáxias espirais, tornando difícil a identificação por esse método. A Figura 3.5 apresenta uma imagem da razão  $[S II]/H\alpha$  da galáxia NGC 4449. Pode-se perceber que grande parte da emissão difusa tem  $[S II]/H\alpha$  elevado, sendo até maior que o valor de 0.4; o que confirma que apenas esse critério não é totalmente confiável. Dessa forma, foi necessário o uso de outros dois indícios de identificação de SNRs: a força das linhas de [O I] e a largura (em km/s) das linhas de emissão.

De 49 candidatas propostas, foi feita espectroscopia para 30 delas. A Figura 3.6(a) mostra o histograma da razão  $[S II]/H\alpha$  obtido a partir da espectroscopia para as 30 candidatas. É possível verificar que quase todas (com 2 exceções) são maiores que 0.4; porém, há uma taxa considerável de regiões H II também nesse nível, o que gera certa confusão na identificação. Já na Figura 3.6(c), é possível obter uma melhor diferenciação entre SNRs e regiões H II, uma vez que apenas SNRs possuem larguras de linha de  $H\alpha$  superior a 90 km/s. Assim, quase todas

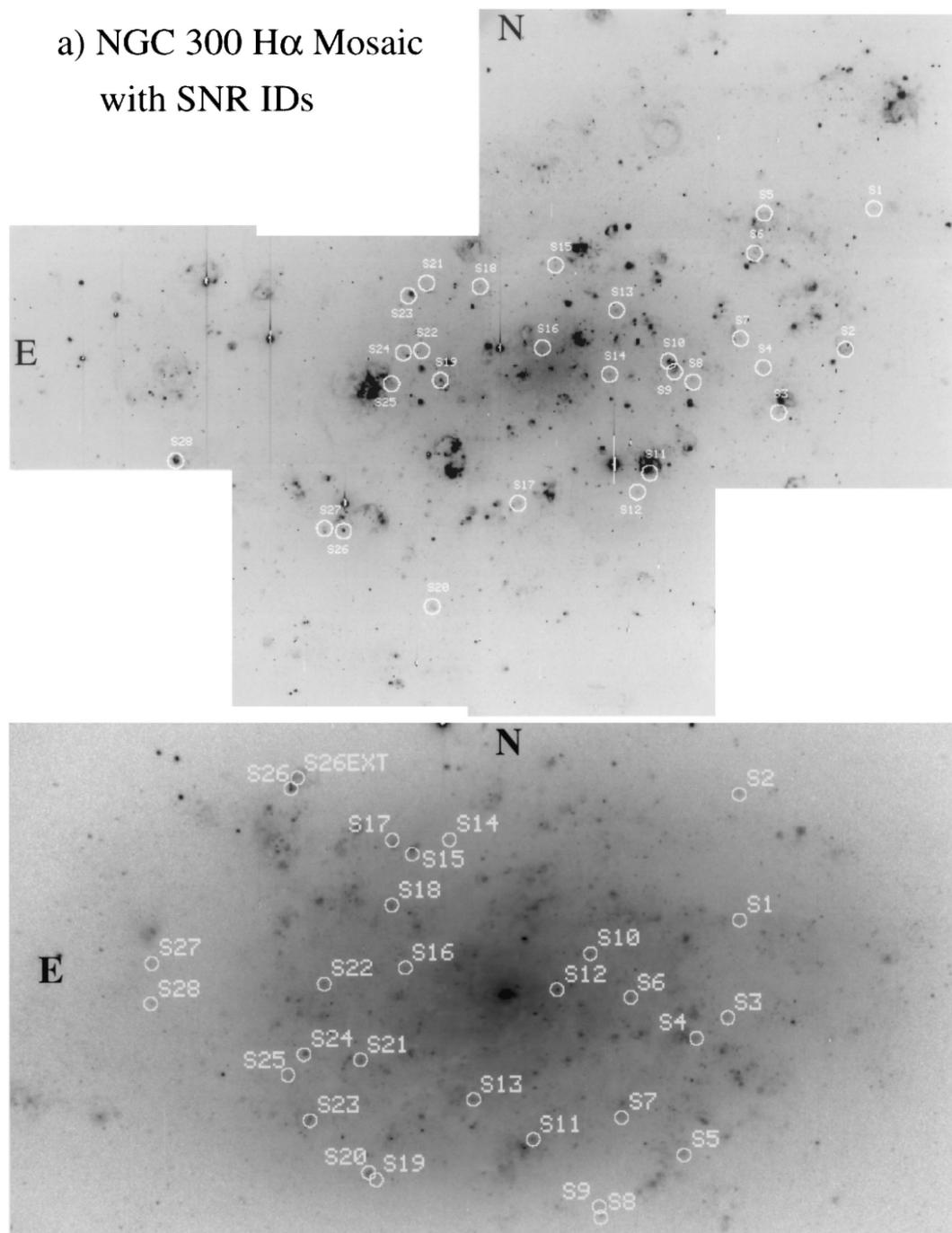


Figura 3.3: Composição das galáxias NGC 300 (superior) e NGC 7793 (inferior), apresentadas em H $\alpha$  e [S II], respectivamente. Em ambas estão marcadas suas, respectivas, candidatas à SNR identificadas. Fonte: Figuras 1a e 2c de Blair and Long [1997].

essas candidatas são, de fato, SNRs, mas as de menor largura ainda não podem ser descartadas.

A Figura 3.6(b) mostra a razão [O I]/H $\alpha$  nas candidatas. Para melhor separação das regiões H II, foi imposto um limite onde as SNRs para essa galáxia devem ter [O I]/H $\alpha$  maior que 0.1. Ao final, das 30 candidatas, apenas 15 cumpriram as três etapas e são quase certamente SNRs.

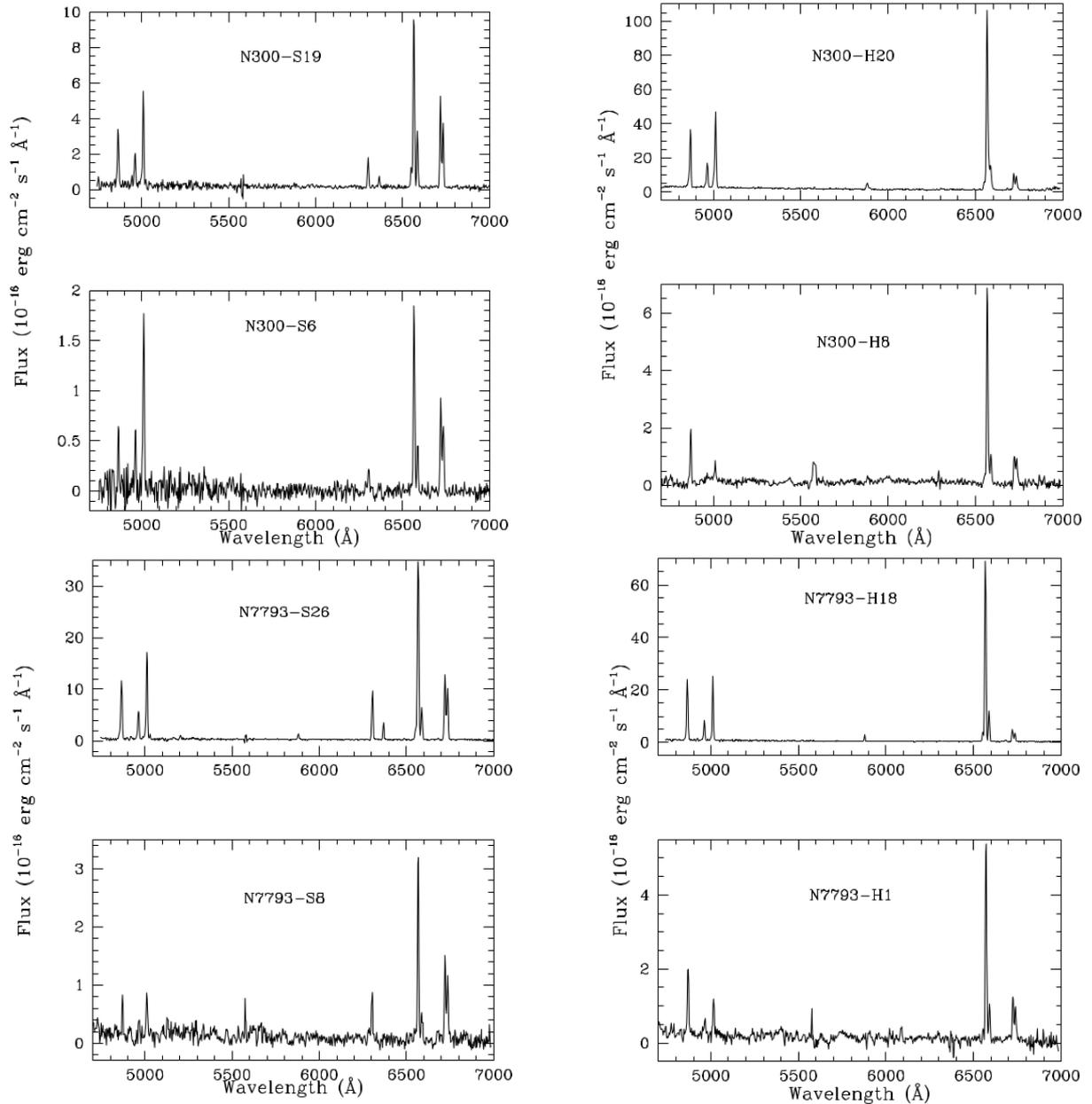


Figura 3.4: Espectros de SNR (à esquerda) e regiões H II (à direita) para as galáxias NGC 300 (primeiras duas linhas) e NGC 7793 (últimas duas linhas). Fonte - Figura 5 de Blair and Long [1997].

A Figura 3.7 apresenta um gráfico de  $[N II]/H\alpha$  contra  $[S II]/H\alpha$  onde estão marcadas as SNRs de cinco galáxias: M51, M83 (comentada anteriormente), NGC 6946, M33 e NGC 4449. Analisando o eixo referente à razão  $[S II]/H\alpha$  percebe-se que a maioria das SNRs é maior que 0.4, satisfazendo assim o critério de identificação. Porém, todas as galáxias apresentam um considerável número de casos que estão abaixo de 0.4; o que leva à necessidade de outras maneiras de confirmação.

Destaca-se que a razão  $[N II]/H\alpha$  também está aparecendo em altos valores, sendo

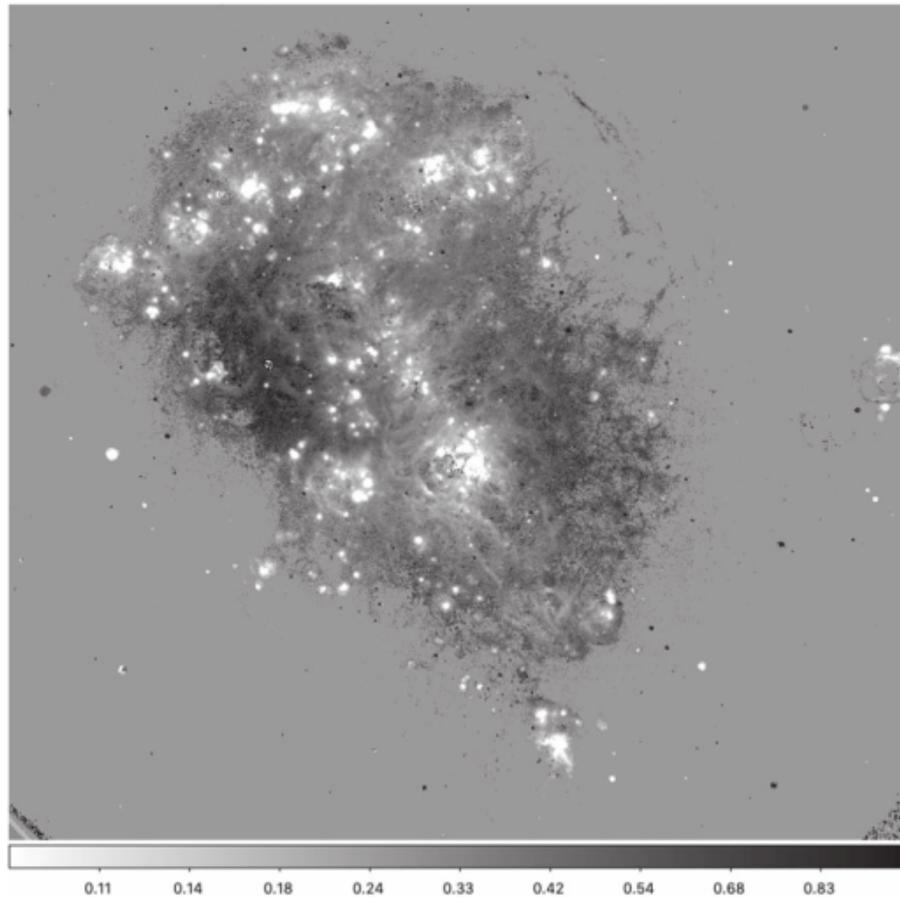


Figura 3.5: Imagem da razão  $[S II]/H\alpha$  para NGC 4449. As regiões mais escuras apresentam uma razão mais altas, enquanto as regiões mais claras têm razões mais baixas. Fonte - Figura 1 de Winkler, Long, and Blair [2023].

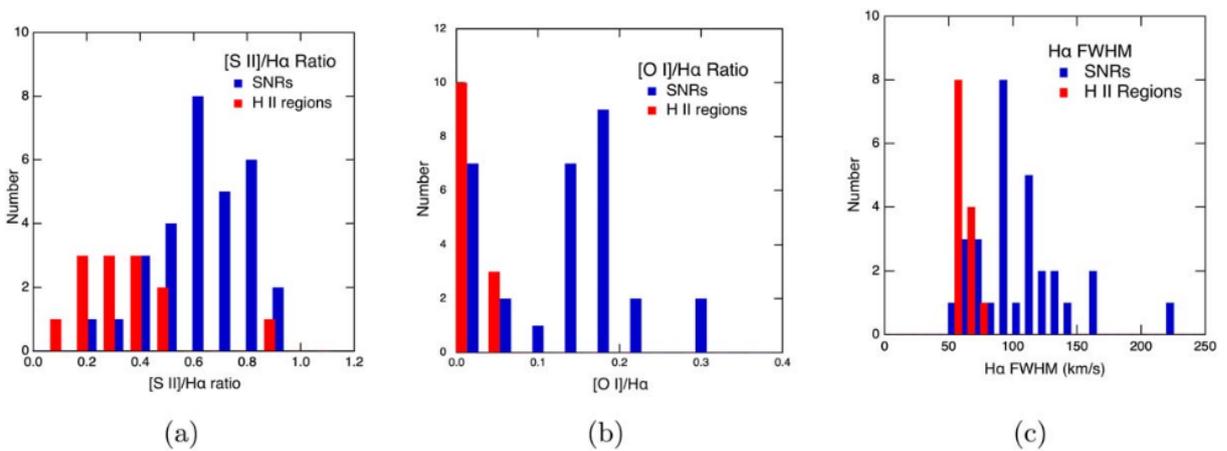


Figura 3.6: (a) Histograma da razão  $[S II]/H\alpha$ . (b) Histograma para a razão  $[O I]/H\alpha$ . (c) Histograma para a largura à meia altura (FWHM) da linha  $H\alpha$ . Fonte - Figura 5 de Winkler, Long, and Blair [2023].

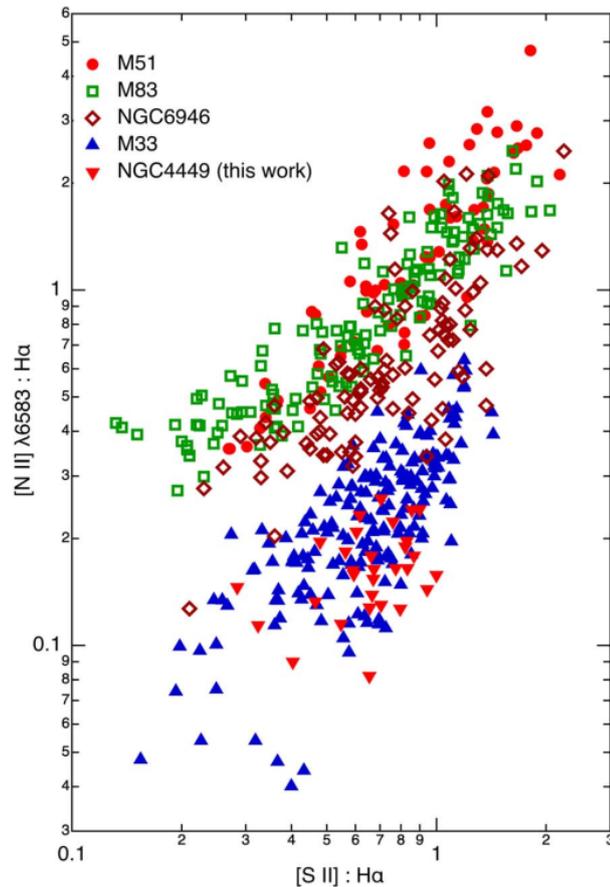


Figura 3.7: Gráfico de  $[N II]/H\alpha$  por  $[S II]/H\alpha$  comparando as SNRs de cinco galáxias espirais (M51, M83, NGC 6946, M33 e NGC 4449). Fonte - Figura 11 de [Winkler, Long, and Blair \[2023\]](#).

uma ótima indicação de SNRs. Em cada galáxia, é possível perceber uma relação em que  $[N II]$  cresce com  $[S II]$ , produzindo um certo padrão “diagonal” na distribuição das SNRs. Entre as galáxias, percebe-se também a diferença de até uma ordem de grandeza, com respeito a  $[N II]/H\alpha$  e isso acontece devido a diferenças de metalicidade do gás nessas galáxias.

### 3.2.2 O trabalho de [Kopsacheili et al. \[2020\]](#): Outros critérios para identificar SNRs

Como visto acima, a razão  $[S II]/H\alpha > 0.4$  é um critério clássico para a diferenciação de SNRs e regiões H II. Porém, como também visto acima, é um critério incompleto, uma vez que há casos de candidatas confirmadas que não seguem tal definição. A partir disso, [Kopsacheili et al. \[2020\]](#) apresentam um estudo teórico sobre novos métodos que possibilitam a distinção entre SNRs e regiões H II. Para isso, foram feitos diagnósticos envolvendo as linhas de  $[O I]$ ,  $[O II]$ ,  $[O III]$ ,  $[S II]$  e  $[N II]$ , além de  $H\alpha$  e  $H\beta$ . As variadas combinações propostas foram aplicadas em modelos de choque (SNRs) e starburst (regiões H II); e em cada combinação

foi demarcada uma linha de divisão, que melhor separa os modelos. A seguir, alguns desses resultados serão analisados.

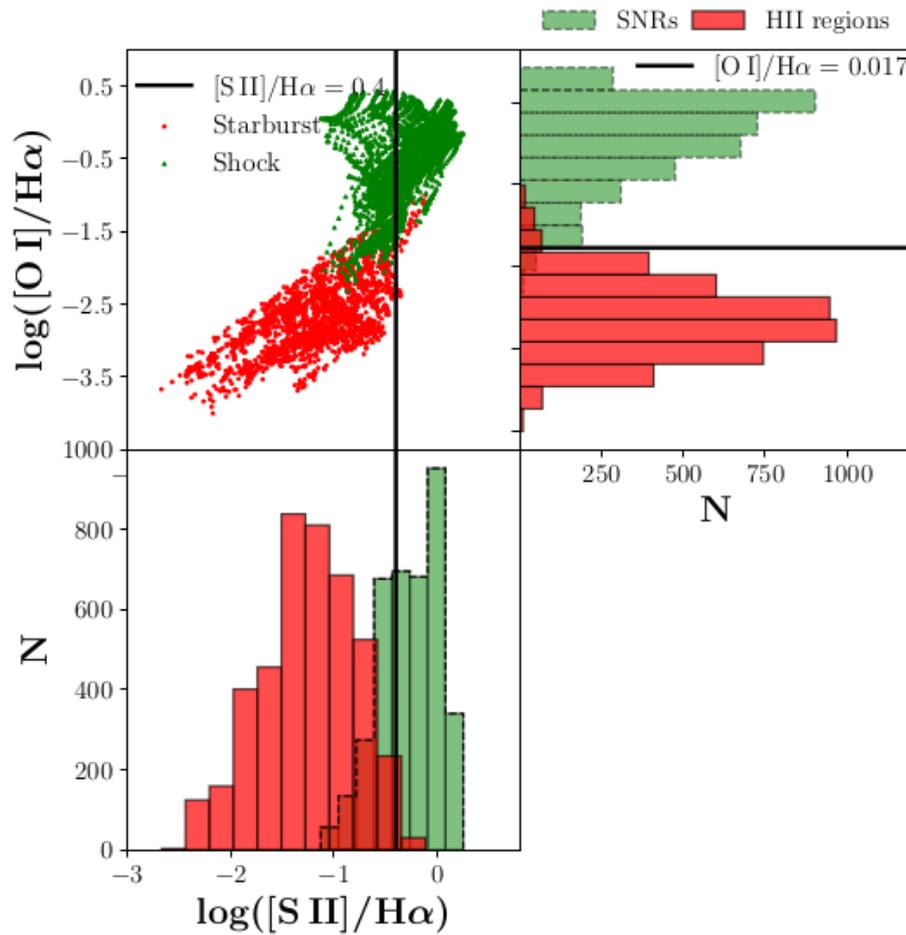


Figura 3.8: Diagnósticos de separação de SNRs (em verde) e regiões H II (em vermelho). O painel superior esquerdo mostra o diagrama de diagnóstico  $[S II]/H\alpha$  contra  $[O I]/H\alpha$ . Os painéis inferior esquerdo e superior direito mostram, respectivamente, histogramas da relação  $[S II]/H\alpha$  e da relação  $[O I]/H\alpha$ . Em ambos histogramas, N indica o número de pontos dos modelos de choque e starburst. A linha preta indica o critério  $[S II]/H\alpha = 0.4$ , enquanto a linha preta horizontal marca  $[O I]/H\alpha = 0.017$ . Fonte - Figura 5 de [Kopsacheili et al. \[2020\]](#).

Na Figura 3.8, o painel superior esquerdo mostra um diagrama de  $[S II]/H\alpha$  contra  $[O I]/H\alpha$ , onde estão plotados os modelos de SNRs (em verde) e de regiões H II (em vermelho). A linha vertical preta representa o critério  $[S II]/H\alpha = 0.4$ . Percebe-se que uma boa parte dos modelos de SNRs está à direita da linha, ou seja, satisfaz  $[S II]/H\alpha > 0.4$ . Porém, uma parte significativa de SNRs não cumpre esse critério, aparecendo do lado esquerda da linha. O painel inferior esquerdo mostra um histograma de  $[S II]/H\alpha$ . Percebe-se que mais de 600 modelos de SNRs não satisfazem o critério imposto. Isso leva à conclusão de que o critério de seleção  $[S II]/H\alpha > 0.4$  é muito exigente, e com ele muitas SNRs não são identificadas corretamente, ou se perdem entre as regiões H II.

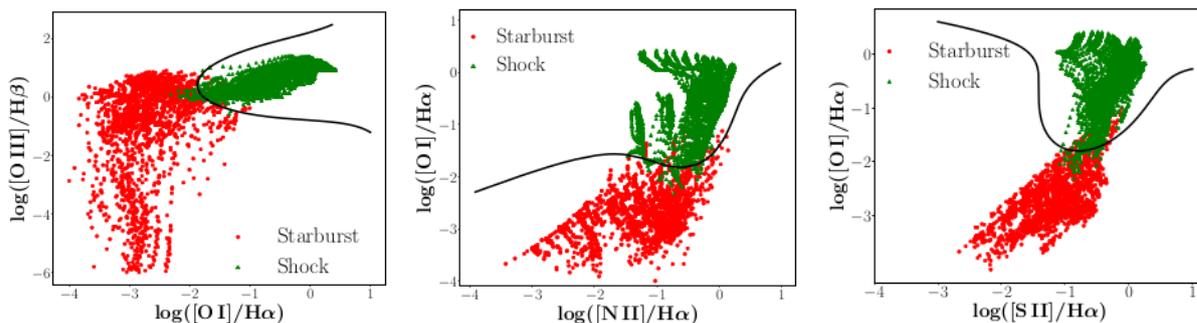


Figura 3.9: As Figuras apresentam linhas que separam as SNRs (em verde) das regiões H II (em vermelho) em diagramas de diagnóstico de  $[O I]/H\alpha \times [O III]/H\beta$ ,  $[N II]/H\alpha \times [O I]/H\alpha$  e  $[S II]/H\alpha \times [O I]/H\alpha$ . Fonte - Figuras 4(a), 4(b) e A10 de Kopsacheili et al. [2020].

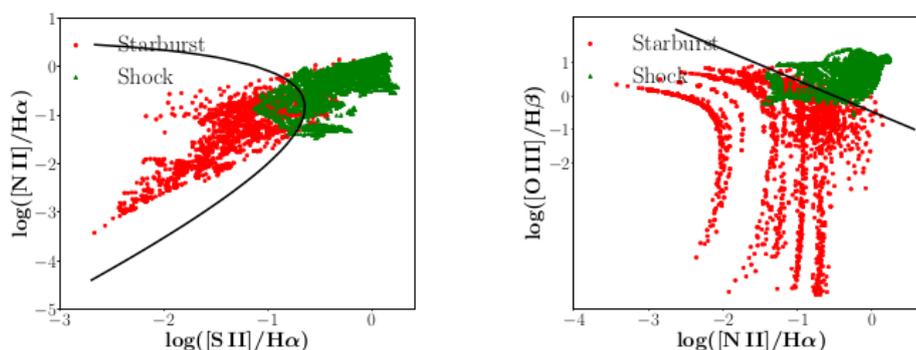


Figura 3.10: As Figuras apresentam os diagramas de diagnósticos de  $[S II]/H\alpha \times [N II]/H\alpha$  e  $[N II]/H\alpha \times [O III]/H\beta$ , conforme explicado na Figura 3.9. Fonte - Figuras A8 e A11 de Kopsacheili et al. [2020].

Já o painel superior direito traz um histograma de  $[O I]/H\alpha$  para os modelos. A emissão em  $[O I]$  tende a ser uma maneira mais eficiente na identificação de SNRs, uma vez que nas regiões H II essa linha é quase imperceptível, enquanto em SNRs o  $[O I]$  aparece com uma emissão mais forte. A partir de seus modelos, Kopsacheili et al. [2020] propõem que uma boa separação entre SNRs e regiões H II acontece em  $[O I]/H\alpha = 0.017$ . Como apresentado no painel superior direito da Figura 3.8, onde a linha horizontal preta marca a divisão proposta (no caso,  $\log([O I]/H\alpha) > -1.76$ ), onde as SNRs são as fontes com  $[O I]/H\alpha$  superior a 0.017, enquanto as regiões H II possuem tal razão inferior a 0.017. Foi constatado que o critério de  $[O I]/H\alpha = 0.017$  possui uma completude de 97.2% e uma contaminação de 2.4%, enquanto  $[S II]/H\alpha = 0.4$  conta com valores de 65.8% e 1.9%.

Após análises, Kopsacheili et al. [2020] definiram suas melhores combinações de razões linhas e a Figura 3.9 mostra essas três melhores razões (tirando aquelas com  $[O II]3727$ ), além das linhas que melhor separam os modelos de SNRs (em verde) e modelos de região H II (em vermelho). Como  $[O I]/H\alpha$  se mostrou a melhor razão, é justo que as melhores

combinações contenham esse resultado. O painel esquerdo apresenta  $[O\text{ I}]/H\alpha \times [O\text{ III}]/H\beta$  que é o melhor diagrama graças a sua alta completude (98.8%) e baixa contaminação por regiões H II (1.2%). Os outros painéis mostram  $[N\text{ II}]/H\alpha \times [O\text{ I}]/H\alpha$  e  $[S\text{ II}]/H\alpha \times [O\text{ I}]/H\alpha$ , respectivamente, com 2.3% e 2.6% de contaminação e ambos com 98.3% de completude. Porém dada sua fraca emissão,  $[O\text{ I}]$  pode não ser uma linha de fácil detecção nas galáxias e isso acontece na NGC 289 (como será melhor visto na seção §5.4). Então será de melhor confiança o uso de outras combinações de linhas, principalmente,  $[S\text{ II}]$  e  $[N\text{ II}]$ .

A Figura 3.10 apresenta essas outras combinações:  $[S\text{ II}]/H\alpha \times [N\text{ II}]/H\alpha$  e  $[N\text{ II}]/H\alpha \times [O\text{ III}]/H\beta$ . O primeiro conta com completude de 92.6% e contaminação de 10.4%, e esse será o nosso principal diagrama para diagnosticar as SNRs, já que além da linha proposta por Kopsacheili et al. [2020] também podemos usar a linha de  $[S\text{ II}]/H\alpha = 0.4$ . O diagrama BPT por sua vez possui uma completude de 89.8% e contaminação de 2.7%, ainda sendo um diagrama interessante uma vez que podemos acrescentar outras linhas para comparação.

Como descrito nas seções acima, o critério  $[S\text{ II}]/H\alpha > 0.4$  é, historicamente, o método mais utilizado para identificar SNRs em outras galáxias a partir de observações no óptico, mas esse critério tende a ser rigoroso demais. A importância do trabalho de Kopsacheili et al. [2020] é que ele oferece um conjunto de critérios alternativos, envolvendo várias linhas de emissão, que mitigam as deficiências do critério tradicional. Então além de  $[S\text{ II}]/H\alpha$  outras razões de linhas, como  $[N\text{ II}]/H\alpha$  e  $[O\text{ I}]/H\alpha$ , podem e devem ser utilizadas para separar SNRs de regiões H II, e iremos aplicá-las para a galáxia NGC 289 no Capítulo 5.

### 3.2.3 Cid Fernandes et al. [2021]: SNRs identificadas através de tomografia PCA

Até esta parte, foram descritos alguns critérios, clássicos e recentes, para a detecção de SNRs. Agora será apresentado o método no qual este trabalho se inspirou. Cid Fernandes et al. [2021] apresentam a descoberta de SNRs para a galáxia NGC 4030 utilizando a tomografia PCA como método de detecção.

Antes da aplicação da PCA no cubo de dados da galáxia, foram realizadas algumas etapas de pré-processamento dos dados. Assim como fizemos para a galáxia NGC 289 no Capítulo 2, essas etapas consistiram em uma limpeza da galáxia, retirando estrelas de campo e spaxels indesejados, corrigindo a extinção Galáctica e reamostrando os espectros, além da aplicação do STARLIGHT e DOBBY, para ajuste dos espectros e medição das linhas de emissão.

A Figura 3.11 apresenta uma composição de imagens da galáxia NGC 4030. A prin-

principal está no painel (a), uma imagem RGB, sendo uma composição das linhas de  $H\alpha$  (em vermelho), de  $[N II]$  (em verde) e de  $[S II] + [O III]$  (em azul). Percebe-se que as regiões H II, representadas em vermelho, estão bem presentes, aparecendo por toda a galáxia. Porém, o mistério estava nos pontos/fontes azuis e verdes espalhados pela galáxia; três desses pontos são destacados nos painéis (f), (g) e (h).

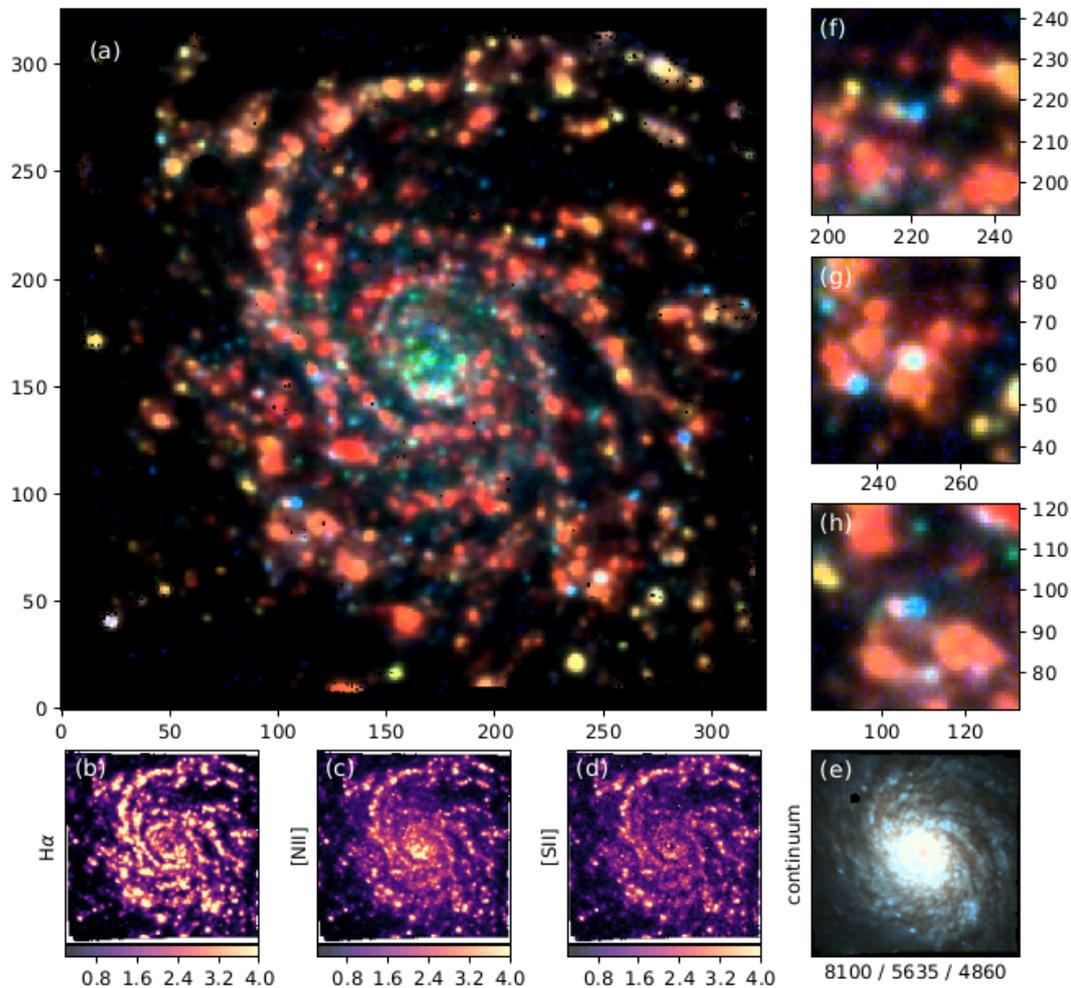


Figura 3.11: O painel (a) mostra uma composição RGB (R:  $H\alpha$ , G:  $[N II]$  e B:  $[S II] + [O III]$ ) da galáxia NGC 4030. Os painéis (b), (c) e (d) apresentam mapas das linhas de emissão de  $H\alpha$ ,  $[N II]$  e  $[S II]$ , respectivamente. Os painéis (f), (g) e (h) destacam três das muitas fontes compactas azuis/verdes que provaram ser SNRs. Fonte - Figura 1 de [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#).

Para uma melhor análise dessas fontes, foi aplicado o método de Tomografia PCA (explicado no Capítulo 4) no cubo de dados da NGC 4030; porém, um cubo de dados com apenas seis camadas espectrais, contendo as luminosidades de  $H\beta$ ,  $[O III]$ ,  $H\alpha$ ,  $[N II]$   $[S II]6716$  e  $[S II]6731$ . Como resultado dessa aplicação, foram obtidos autoespectros e tomogramas. A Figura 3.12 mostra os três primeiros autoespectros fornecidos pela PCA. O interessante está no autoespectro relacionado a PC2, que mostra um excesso de linhas proibidas ( $[O III]$ ,  $[N II]$

e [S II]) em relação as linhas de recombinação ( $H\beta$  e  $H\alpha$ ). Como comentado anteriormente, razões altas envolvendo essas linhas podem estar relacionadas a SNRs.

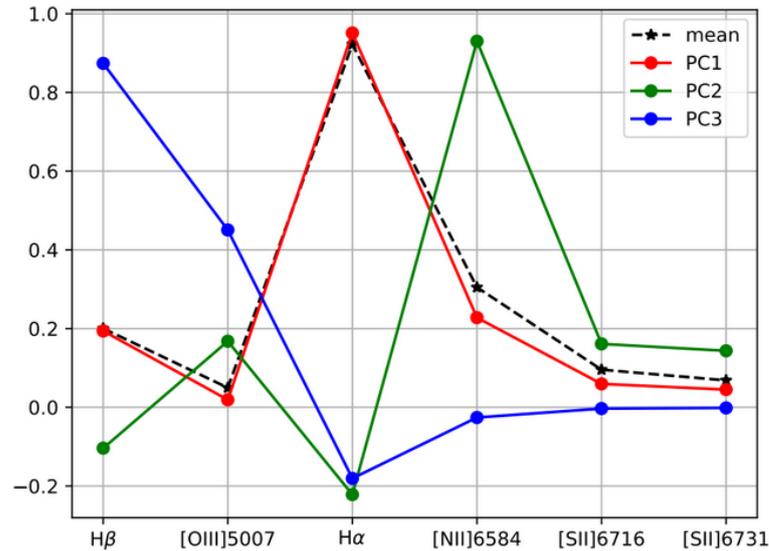


Figura 3.12: Primeiros 3 autoespectros da PCA dos fluxos das linhas de emissão da galáxia NGC 4030. A linha preta tracejada mostra o espectro médio reescalado para ter norma unitária. Fonte - Figura 2 de [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#).

Assim, foi feita uma minuciosa análise envolvendo o tomograma 2 (imagem relacionada a PC2), constatando um destaque nas regiões em que as linhas proibidas são mais fortes e mostrando fontes pontais brilhantes por toda galáxia. Sendo assim, a próxima etapa consistiu na detecção dessas fontes compactas brilhantes. A primeira detecção foi feita através de um parâmetro de luminosidade em PC2, com limites de: 300, 200 e 100  $L_{\odot}$  (por pixel), que identificaram: 27, 53 e 147 fontes, respectivamente. Porém, algumas dessas fontes não são adequadas, visto que seu “background” (a área circundante) é tão brilhante que contamina a fonte, interferindo em sua real emissão. Para resolver este problema, foi feita uma fotometria de abertura simples, com a marcação de três círculos centrados na fonte, um deles abrangendo apenas a fonte (com raio de 2.55 spaxels) e os outros dois envolvendo o background (de raios 3 e 6 spaxels). Os spaxels mais brilhantes no background, do que na fonte, foram removidos. As candidatas em que a maioria dos spaxels foram removidos foram descartadas da amostra.

A Figura 3.13 apresenta dois diagramas de diagnóstico que mostram o antes (estrelas vermelhas) e o depois (círculos pretos) dessa subtração de background feita nas 26 fontes detectadas com  $PC2 > 300L_{\odot}$  (a amostra mais restritiva). Os pontos em ambos diagramas correspondem aos spaxels individuais da galáxia; as cores são relacionadas a coloração do RGB da Figura 3.11(a). As linhas tracejadas pretas, em ambos diagramas, mostram as linhas de

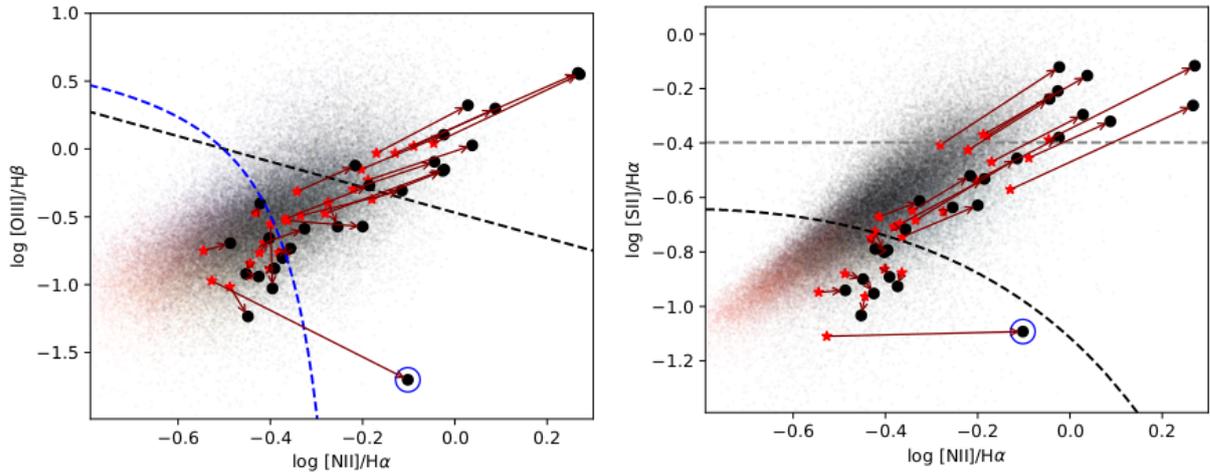


Figura 3.13: Diagramas de diagnóstico marcando o antes (estrelas vermelhas) e o depois (círculos pretos) da subtração de background para as 26 fontes com  $PC2 > 300L_{\odot}$ . Fonte - Figura 6 de Cid Fernandes et al. [2021].

separação de SNRs e regiões H II propostas por Kopsacheili et al. [2020] na Figura 3.10. No diagrama BPT, à esquerda, a linha tracejada azul remete a Stasińska et al. [2006], marcando o limite de galáxias com formação estelar. Agora, no diagrama  $[N II]/H\alpha$  por  $[S II]/H\alpha$ , à direita, a linha tracejada cinza marca o critério clássico para identificar SNRs  $[S II]/H\alpha = 0.4$ . Percebe-se que, após a correção de background, 9 fontes satisfazem  $[S II]/H\alpha > 0.4$ , enquanto 16 fontes cumprem o método de Kopsacheili et al. [2020]. Ou seja, muitas das fontes podem ser associadas a SNRs.

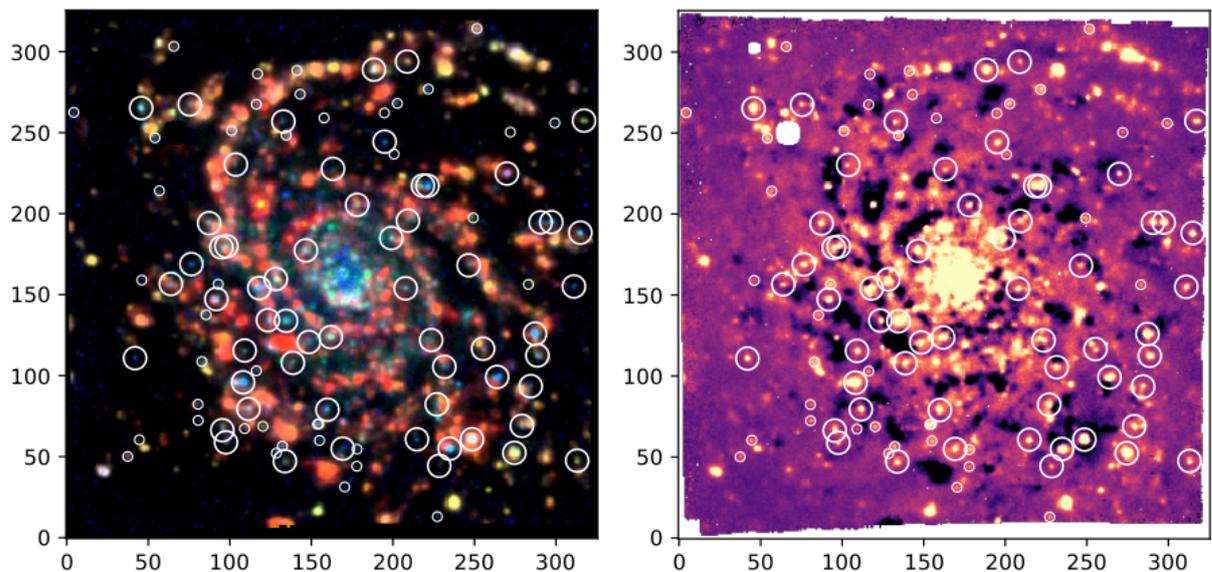


Figura 3.14: Estão marcadas as candidatas à SNR no tomograma 2 (à direita) e na imagem RGB da galáxia (esquerda). Os círculos maiores marcam as 59 SNRs detectadas com um limite  $PC2 > 100L_{\odot}$ . Os círculos menores marcam 40 fontes extras detectadas com um  $PC2 > 50L_{\odot}$ . Fonte - Figura 10 de Cid Fernandes et al. [2021].

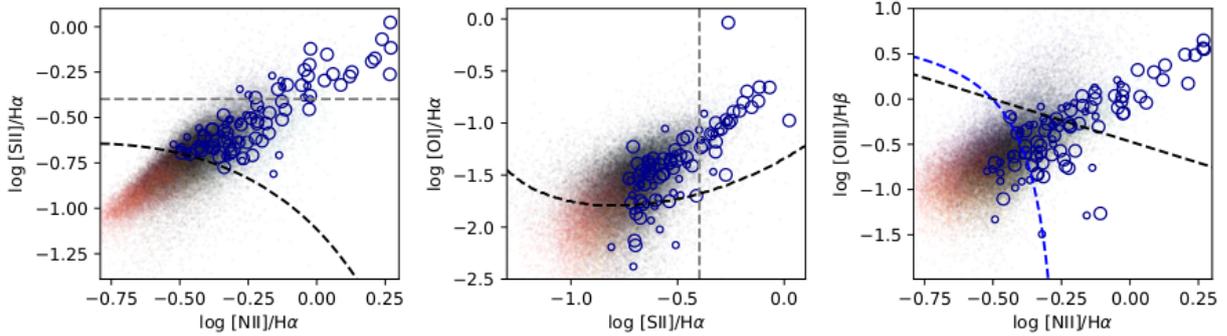


Figura 3.15: Diagramas de diagnóstico marcando as candidatas a SNR. As linhas tracejadas em preto correspondem à separação de Kopsacheili et al. [2020], as linhas tracejadas em cinza são referentes ao critério clássico e a linha tracejada em azul corresponde a Stasińska et al. [2006]. Fonte - Figura 11 de Cid Fernandes et al. [2021].

A PCA se mostrou útil na identificação de SNRs, mas ela também detecta muitas fontes que não são SNRs. Então, convém unir a metodologia da PCA com os critérios usuais de identificação de SNRs por razões de linhas de emissão. Como o critério  $[S II]/H\alpha > 0.4$  é muito rigoroso, foi utilizada a separação proposta por Kopsacheili et al. [2020] no diagrama de  $[N II]/H\alpha$  contra  $[S II]/H\alpha$ . Como o tomograma 2 reúne todas as seis linhas de emissão dos critérios de SNRs, a detecção se torna melhor nessa imagem. Assim, a Figura 3.14 apresenta a marcação das candidatas detectadas na galáxia.

Na Figura 3.15 estão marcados os locais das fontes detectadas, em três diagramas de diagnóstico. Cid Fernandes et al. [2021] analisaram as candidatas em relação às linhas tracejadas pretas, todas propostas em Kopsacheili et al. [2020]. O diagrama da esquerda,  $[N II]/H\alpha$  por  $[S II]/H\alpha$ , comprova que a detecção das candidatas foi correta, visto que todas elas estão acima da linha, satisfazendo o critério de SNR. O diagrama do centro,  $[S II]/H\alpha \times [O I]/H\alpha$ , também apresenta uma elevada quantidade satisfatória de candidatas. Porém, o diagrama BPT,  $[N II]/H\alpha$  por  $[O III]/H\beta$ , não apresenta uma boa separação das fontes.

Após uma análise das vantagens e desvantagens de cada caso, o diagrama de  $[N II]/H\alpha$  por  $[S II]/H\alpha$  foi considerado o melhor meio de detectar as SNRs na galáxia NGC 4030. Por fim, 59 candidatas foram confirmadas como SNRs.

### 3.3 Resumo

Nessa seção apresentamos um resumo da teoria de SNRs, com enfoque nos critérios/métodos de como se identificar as SNRs a partir de linhas de emissão, no óptico. Vimos que o critério clássico ainda é muito utilizado, mesmo sendo bastante rigoroso. Recentemente,

foram desenvolvidos outros critérios alternativos e mais inclusivos, utilizando outras linhas de emissão. Esses critérios mais modernos foram utilizados em [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#) que, em conjunto com uma metodologia baseada na Tomografia PCA, resultaram em uma técnica que facilita a identificação de candidatas a SNRs. Tal estudo será melhor detalhado no decorrer dessa dissertação, onde replicaremos esse estudo para outra galáxia.

## 4 Análise de Componentes Principais

A Análise de Componentes Principais (PCA) é uma técnica matemática que tem como objetivo extrair as variáveis que possuem maiores pesos na variância dos dados em um conjunto de dados, as apresentando de maneira ordenada. Basicamente a PCA faz uma transformação ortogonal linear no conjunto de dados original de modo que essas variáveis, antes correlacionadas umas com as outras, sejam combinadas para formar um novo conjunto de variáveis não correlacionadas, as chamadas componentes principais (PC's).

Antes da transformação linear é necessário fazer algumas etapas de preparações nos dados. Primeiramente precisamos centralizar o conjunto de dados. Com os dados centralizados montamos sua matriz de covariância ( $\mathbf{C}_{cov}$ ) e calculamos seus autovetores ( $\mathbf{e}_k$ ) e autovalores ( $\Lambda_k$ ), sendo  $k$  a quantidade de autovetores e, posteriormente, o número de PC's. Os autovetores indicam as direções de maior variância na nuvem de dados, enquanto seus respectivos autovalores representam a variância nessa direção.

Após serem calculados, os autovetores são ordenados conforme sua variância, de modo que apareçam de maneira decrescente, e postos em uma matriz ( $\mathbf{E}_{\lambda k}$ ). Essa é uma das grandes vantagens da PCA, mostrar os dados de maneira ordenada por sua relevância, onde aqueles com maior variância serão apresentados primeiro.

Neste capítulo vamos dar uma noção matemática de como a aplicação da PCA funciona em um cubo de dados, mostrando além das etapas de preparação o novo cubo de dados reordenado. Também vamos comentar sobre o trabalho de [Steiner et al. \[2009\]](#), o qual aplicou a PCA em cubos de dados astronômicos, dando início ao chamado método: Tomografia PCA. Encerramos o capítulo com a aplicação da PCA ao nosso cubo de dados de modo análogo ao trabalho de [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#), onde se aplica a PCA para um cubo contendo os fluxos integrados nas seis principais linhas de emissão do óptico.

### 4.1 Formalismos da PCA aplicada a cubos de dados

Vamos agora mostrar a parte matemática da aplicação da técnica PCA, primeiramente apresentando nossos dados. Conforme visto na seção 2.1 o cubo de dados da galáxia NGC 289 está separado em duas dimensões espaciais ( $x, y$ ) que são as coordenadas dos pixels espaciais, e uma espectral ( $\lambda$ ), que denota os comprimentos de onda. Então existe uma imagem própria para cada  $\lambda$ , e para cada coordenada espacial ( $x, y$ ) há um espectro relacionado a ela. Chamaremos

de  $z$  um par de pixels  $(x, y)$ , de modo a simplificar a notação. Logo, os espectros observados da galáxia formam uma matriz com  $N_z$  pixels e  $N_\lambda$  comprimentos de onda, e podemos representá-la como:

$$\mathbf{F}_{z\lambda} = \begin{bmatrix} F_{z_1\lambda_1} & F_{z_1\lambda_2} & \cdots & F_{z_1\lambda_{N_\lambda}} \\ F_{z_2\lambda_1} & F_{z_2\lambda_2} & \cdots & F_{z_2\lambda_{N_\lambda}} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ F_{z_{N_z}\lambda_1} & F_{z_{N_z}\lambda_2} & \cdots & F_{z_{N_z}\lambda_{N_\lambda}} \end{bmatrix}, \quad (4.1)$$

onde cada linha representa o espectro de um pixel espacial, e cada coluna representa uma imagem em um dado  $\lambda$ . Já o espectro médio da galáxia pode ser representado por:

$$\langle \mathbf{F}_\lambda \rangle = \frac{1}{N_z} \sum_{i=1}^{N_z} F_{z_i\lambda}. \quad (4.2)$$

Sendo esses nossos dados básicos, vamos começar a aplicação da técnica. O primeiro passo da PCA é centralizar os dados, para isso subtraímos a média da galáxia para cada pixel que a compõe, ou seja:

$$\mathbf{I}_{z\lambda} = \mathbf{F}_{z\lambda} - \langle \mathbf{F}_\lambda \rangle, \quad (4.3)$$

sendo  $\mathbf{I}_{z\lambda}$  a intensidade do fluxo em cada comprimento de onda e em cada pixel da galáxia, podemos representar essa matriz como:

$$\mathbf{I}_{z\lambda} = \begin{bmatrix} I_{z_1\lambda_1} & I_{z_1\lambda_2} & \cdots & I_{z_1\lambda_{N_\lambda}} \\ I_{z_2\lambda_1} & I_{z_2\lambda_2} & \cdots & I_{z_2\lambda_{N_\lambda}} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ I_{z_{N_z}\lambda_1} & I_{z_{N_z}\lambda_2} & \cdots & I_{z_{N_z}\lambda_{N_\lambda}} \end{bmatrix}. \quad (4.4)$$

Feita a centralização dos dados, é necessário encontrar a matriz de covariância de  $\mathbf{I}_{z\lambda}$ ,

a qual pode ser calculada da seguinte forma:

$$\mathbf{C}_{cov}(\mathbf{I}_{z\lambda}) = \frac{\mathbf{I}_{z\lambda}^T \mathbf{I}_{z\lambda}}{N_z - 1}. \quad (4.5)$$

A matriz de covariância por sua vez será quadrada e simétrica, com dimensão  $N_\lambda \times N_\lambda$  e cada elemento pode ser representado por:

$$\mathbf{C}_{ij} = \frac{\sum_{k=1}^{N_z} I_{z_k \lambda_i} I_{z_k \lambda_j}}{N_z - 1}, \quad (4.6)$$

onde os elementos presentes na diagonal (quando  $j = i$ ) indicam a variância dos fluxos, em seus respectivos comprimentos de onda, enquanto os elementos fora da diagonal indicam a co-variância entre diferentes  $\lambda$ 's.

Feita a matriz de covariância precisamos agora calcular seus autovalores e autovetores. Considerando um vetor arbitrário  $\mathbf{e}_k$ , ele será um autovetor da matriz de covariância quando  $\mathbf{C}_{cov}(\mathbf{e}_k) = \Lambda_k \mathbf{e}_k$ , onde  $\Lambda_k$  representa seu respectivo autovalor. Esses autovetores serão agora ordenados conforme sua variância/autovalor, de modo decrescente. Ou seja, o primeiro autovetor que aparecer é aquele com a maior variação do conjunto e será chamado de componente principal 1 (PC1), já o autovetor com a segunda maior variação será o segundo da lista, sendo chamado de componente principal 2 (PC2), e assim sucessivamente.

Após essa decomposição da matriz de covariância, podemos organizar todos os  $\mathbf{e}_k$  em uma matriz  $\mathbf{E}_{k\lambda}$  de dimensão  $N_\lambda \times N_k$  formada por  $N_k$  autovetores. Na prática  $N_k = N_\lambda$  a menos que os fluxos em alguns dos  $\lambda$ 's sejam redundantes com fluxos em outros, em cujo caso  $N_k \leq N_\lambda$ .

Essa matriz serve para reprojeter o conjunto original (subtraído da média) ao longo das direções definidas pelos  $\mathbf{e}_k$ , através da transformação:

$$\mathbf{T}_{zk} = \mathbf{I}_{z\lambda} \mathbf{E}_{\lambda k}, \quad (4.7)$$

onde  $\mathbf{T}_{zk}$  é um cubo totalmente equivalente ao original, mas agora tendo como elementos as componentes principais em um novo sistema de coordenadas não-correlacionadas e ordenadas

pela relevância da sua informação em relação aos dados.

Para tornar mais clara a relação de  $\mathbf{E}_{k\lambda}$  (matriz de autovetores) com o conjunto de dados original, podemos inverter a equação acima:

$$\mathbf{I}_{z\lambda} = \mathbf{T}_{zk} \mathbf{E}_{k\lambda}^T. \quad (4.8)$$

onde usamos o fato de que  $\mathbf{E}_{k\lambda} [\mathbf{E}_{k\lambda}]^T = [\mathbf{E}_{k\lambda}]^T \mathbf{E}_{k\lambda} = 1$ . Podemos também substituir a equação (4.3) na equação (4.8), obtendo:

$$\mathbf{F}_{z\lambda} = \langle \mathbf{F}_\lambda \rangle + \mathbf{E}_{k\lambda} \mathbf{T}_{zk}, \quad (4.9)$$

e dependendo da quantidade de autovetores, dentre  $k = 1, 2, \dots, N_k$ , a equação (4.9) será expandida de maneira geral como:

$$F_{z\lambda} = \langle F_\lambda \rangle + E_{1\lambda} T_{z1} + E_{2\lambda} T_{z2} + \dots + E_{N_k\lambda} T_{zN_k}, \quad (4.10)$$

ou seja,

$$F_{z\lambda} = \langle F_\lambda \rangle + \sum_{k=1}^{N_k} E_{k\lambda} T_{zk}. \quad (4.11)$$

A equação 4.11 pode ser lida da seguinte maneira: a aproximação de ordem 0 para o espectro  $F_{z\lambda}$  de um dado pixel  $z$  será o seu espectro médio. Uma aproximação grosseira, obviamente. O termo  $\mathbf{E}_{1\lambda} \mathbf{T}_{z1}$  corresponde à correção de 1ª ordem. O termo referente à 2ª PC,  $\mathbf{E}_{2\lambda} \mathbf{T}_{z2}$ , é uma correção de 2ª ordem, e assim por diante. As últimas correções são de pequena amplitude. Somando sobre todas as PC's recupera-se o próprio cubo original. Pode-se usar a PCA como filtro (redução de dimensionalidade) limitando a soma a menos que  $N_\lambda$  PC's, mas não é esse nosso objetivo aqui.

## 4.2 Tomografia PCA

Explicamos na seção anterior a parte matemática da PCA em um conjunto de dados geral, agora iremos comentar sua aplicação em cubos de dados astronômicos. Essa aplicação foi proposta pela primeira vez em [Steiner et al. \[2009\]](#), que a chamou de Tomografia PCA.

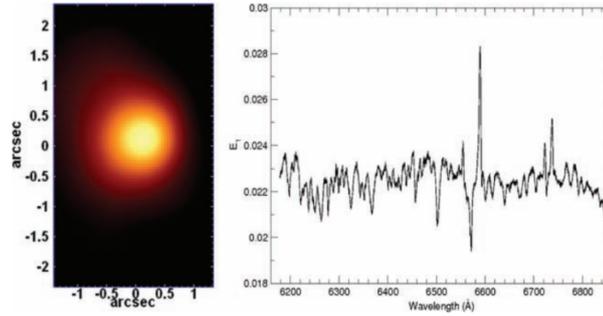


Figura 4.1: Figura mostrando o tomograma e o autoespectro da PC1 na galáxia NGC 4736. Fonte - Figura A1 de Steiner et al. [2009].

Eigenvector $E_k$	Eigenvalue (per cent of the variance)	Accumulated fraction (per cent of the variance)
$E_1$	99.7443	99.7443
$E_2$	0.0883	99.8326
$E_3$	0.0325	99.8651
$E_4$	0.0129	99.8781
$E_5$	0.0084	99.8864
$E_6$	0.0048	99.8912
$E_7$	0.0039	99.8952
$E_8$	0.0027	99.8979

Figura 4.2: Tabela mostrando os autovalores das primeiras oito componentes principais da galáxia NGC 4736. Fonte - Tabela 1 de Steiner et al. [2009].

Nos cubos astronômicos cada comprimento de onda produz uma imagem e cada pixel produz um espectro. Vimos que ao aplicar a PCA a um cubo, obtém-se uma matriz de autovetores  $\mathbf{E}_{k\lambda}$ , composta por  $N_k$  autovetores em função dos comprimentos de onda. Em cada autovetor, os comprimentos de onda possuem um certo peso na sua composição, esses pesos são analisados em função do comprimento de onda, e chamados de **autoespectros**. Já  $\mathbf{T}_{zk}$  representa os dados em um novo sistema de coordenadas, assim cada coluna ( $I_{z\lambda} E_{k\lambda}$ ) pode ser representada como uma imagem bidimensional  $T_{zk}$ . Essas imagens serão chamadas de **tomogramas**, pode-se dizer que os tomogramas são as projeções do cubo de dados no autoespectro e ele revela onde as correlações entre os comprimentos de onda ocorrem na dimensão espacial.

Steiner et al. [2009] aplicou sua tomografia PCA para o cubo de dados da galáxia NGC 4736 no intervalo de 6179 – 6848 Å, em passos de 0.34 Å, ou seja, com  $N_\lambda = 1976$  pixels espectrais. Nas direções espaciais  $x$  e  $y$  o cubo possui 5170 pixels, cobrindo somente a região central da galáxia. Na Figura 4.1 podemos ver o resultado da aplicação, com o tomograma e o autoespectro correspondentes à PC1. A Tabela 4.2 mostra os autovalores para seus respectivos autovetores das oito primeiras componentes principais, após a aplicação da PCA, sendo possível ver que a PC1 possui 99.74% da variância de todo o cubo, enquanto a PC2 agrega com  $\sim 0.09\%$  de variância, até a PC8 com  $\sim 0.003\%$ . A partir da PC8 cada vez será menor a relevância de

cada dado, então ao analisar essas oito primeiras componentes, já se obtêm muitas informações importantes sobre a galáxia.

A Tomografia PCA se mostrou desde então uma ótima técnica para análise dos grandes cubos de dados astronômicos. A análise conjunta dos tomogramas com os autoespectros é de grande utilidade, já que características espectrais podem ser identificadas com características nas imagens espaciais e vice-versa, e isto nos fornece informações valiosas para a interpretação dos problemas em estudo.

A PCA nem sempre é fácil de interpretar. Algumas vezes seus resultados indicam informações triviais da galáxia, mas outros casos podem revelar objetos para os quais não sabemos o significado imediato, propriamente como dito por Steiner:

PCA provides a unique and objective answer. In the traditional scientific method, one formulates questions and looks to the data for answers. In this new strategy, PCA produces the answer; the user's challenge is to interpret the results. This process is not always difficult, but often plain of subtleties. (Steiner et al. [2009].)

Um caso com objetos inicialmente enigmáticos está no estudo de [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#), que a partir da aplicação da PCA na galáxia NGC4030 encontrou objetos curiosos no tomograma da PC2, o que levou sua análise para descobertas de SNRs (como discutido na seção §3.2.3).

### 4.3 Resultados: Tomogramas e Autoespectros

Como mencionado anteriormente, no estudo de [Steiner et al. \[2009\]](#) todo o cubo espectral foi usado na análise. Já no estudo de [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#) o cubo de dados foi reduzido a  $326 \times 326 \times 6$ , onde  $N_z = 326^2$  são as dimensões espaciais e  $N_\lambda = 6$  se refere às seis linhas espectrais analisadas ( $H\beta$ ,  $[O\ III]5007$ ,  $H\alpha$ ,  $[N\ II]6584$ ,  $[S\ II]6717$  e  $[S\ II]6731$ ). Ou seja, para a tomografia PCA não foram utilizados todos os comprimentos de onda, e sim os fluxos integrados nas seis principais linhas de emissão do óptico. Podemos ver nas Figuras 3.12 e 3.14 o comportamento dos autoespectros nessas linhas e tomogramas obtidos por [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#).

Nessa dissertação aplicaremos essas mesmas técnicas, mas agora para a galáxia NGC 289.

Após todo o trabalho de limpeza na galáxia NGC 289 aplicamos a técnica de tomografia PCA em seu cubo de dados reduzido, contendo as seis principais linhas de emissão. Como temos apenas seis “comprimentos de onda” a PCA será composta por seis PC’s, ou seja, teremos seis duplas de autoespectros e tomogramas. Na Tabela 4.1 listamos os autovalores com seus respectivos autovetores, vemos que a PC1 (com  $\sim 97\%$ ) realmente apresenta a maior variância do cubo, seguida pela PC2 com  $\sim 2.6\%$ , até a PC6 com apenas  $\sim 0.04\%$ , e isso será perceptível em seus tomogramas.

Tabela 4.1: A Tabela apresenta os seis autovalores para seus respectivos autovetores, calculados pela aplicação da PCA na galáxia NGC 289.

Autovetor $E_k$	Autovalor (porcentagem)
$E_{k_1}$	96.780026
$E_{k_2}$	2.597122
$E_{k_3}$	0.250292
$E_{k_4}$	0.207125
$E_{k_5}$	0.122123
$E_{k_6}$	0.043312

A Figura 4.3 mostra os seis autoespectros e tomogramas obtidos com a aplicação da tomografia PCA. Na PC1, além do seu autoespectro, também é apresentado o espectro (de linhas) médio da galáxia (equivalente à equação 4.2), escalonado de forma a ter norma unitária (como os autoespectros). Esse espectro médio é típico de regiões H II, tendo razões de linha  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha = 0.49$ ,  $[\text{S II}]/\text{H}\alpha = 0.32$  e  $[\text{O III}]/\text{H}\beta = 0.41$ . Vemos que a PC1 é muito similar ao espectro médio. Isso é corroborado pelo tomograma 1, cujas regiões mais brilhantes são precisamente as regiões H II ao longo dos braços da galáxia. Esse mesmo comportamento foi observado por Cid Fernandes et al. [2021] em seu estudo da NGC 4030. De fato, os autoespectros obtidos são bastante semelhantes (ver Figura 3.12).

A semelhança entre o 1<sup>o</sup> autoespectro e o espectro médio é esperada. Como vimos na equação 4.11, a aproximação de ordem 0 para um espectro  $F_{z\lambda}$  é o espectro médio  $\langle F_\lambda \rangle$ . Mas existem regiões bem mais brilhantes ( $F_{z\lambda} > \langle F_\lambda \rangle$ ) e outras bem mais fracas ( $F_{z\lambda} < \langle F_\lambda \rangle$ ) que o espectro médio. Essa diferença de escala é compensada pela 1<sup>a</sup> PC. Como ela é parecida com espectro médio, essencialmente o que ela faz é escalonar o espectro médio de modo a se adequar ao nível de fluxos do pixel  $z$ . A PC1 portanto desempenha um papel quantitativo de

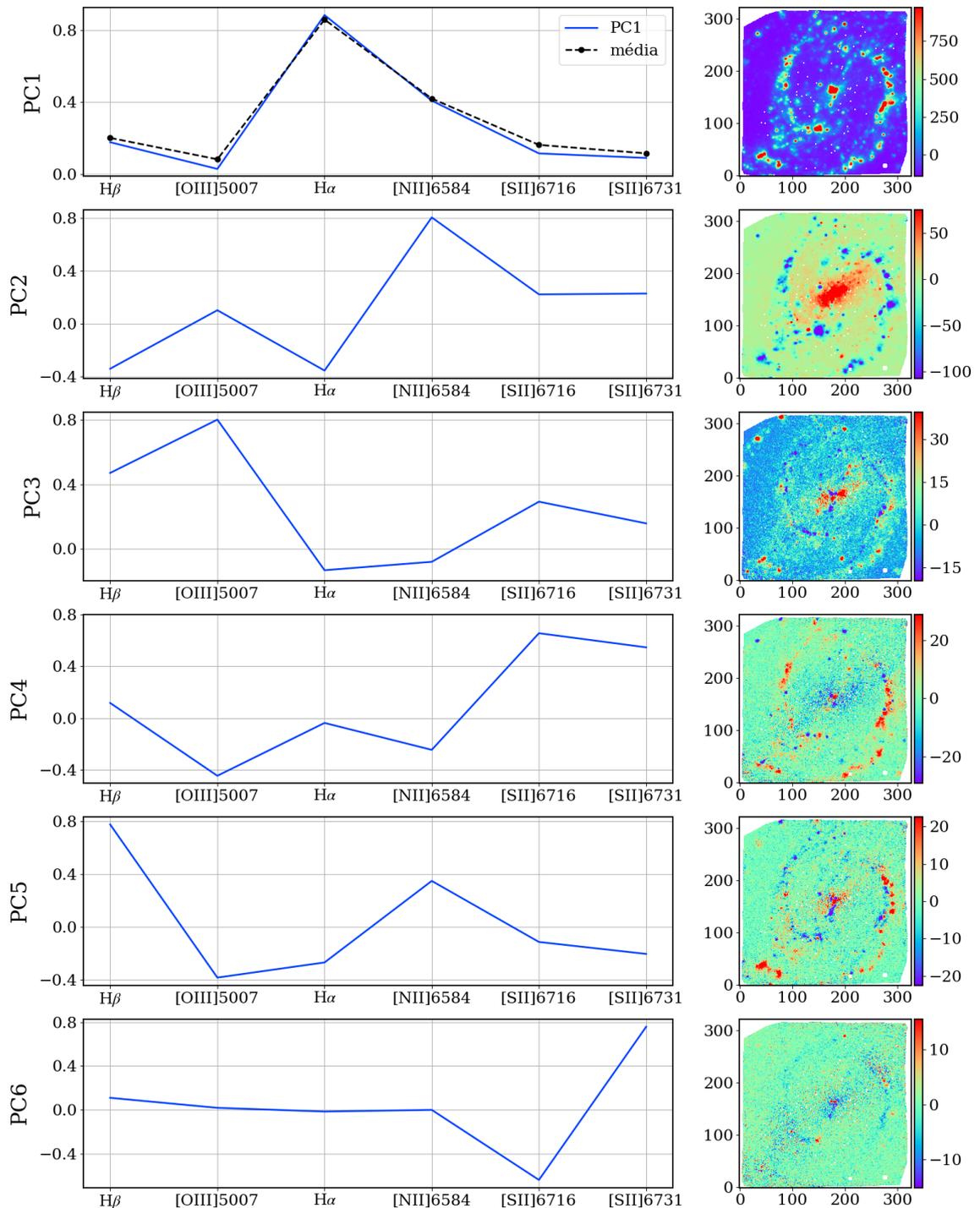


Figura 4.3: Os seis autoespectros e tomogramas obtidos com a aplicação da PCA na NGC 289. A linha preta tracejada na PC1, mostra o espectro médio rescalado para ter norma unitária.

definir a escala de fluxo geral. É também por isso que a PC1 domina a variância ( $\sim 97\%$ ).

A PC2 também se mostra muito semelhante à que foi encontrada no trabalho da NGC 4030, tanto no autoespectro quanto no tomograma (Figura 3.14). Vemos que nosso autoespectro 2 está mostrando um excesso de linhas proibidas ([O III], [N II] e [S II]) em relação à linhas de recombinação ( $H\beta$  e  $H\alpha$ ), indicando a presença de um mecanismo diferente de excitação do gás. Nota-se que todas as linhas proibidas apresentam “fluxo” positivo, enquanto as linhas de recombinação possuem “fluxo” negativo, e isso também se reflete em seu respectivo tomograma, acontecendo uma anticorrelação entre essas linhas. No tomograma podemos ver que a PC2 é positiva, principalmente, na região central da galáxia e também em um extenso campo difuso entre os braços espirais. Além disso nota-se a presença de pequenas fontes aparentemente pontuais ao redor da galáxia que apresentam PC2 positiva (visualmente aparecendo como ‘bolinhas vermelhas’). Fontes com essas mesmas características foram analisadas e identificadas como SNRs por [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#), o que também faremos para as fontes da galáxia NGC 289 (no capítulo seguinte).

Já a PC3 mostra um forte contraste entre as linhas de  $H\beta$  e [O III] (que aparecem com um alto fluxo quando  $PC3 > 0$ ) em relação a  $H\alpha$ , o que pode estar relacionada a atenuação por poeira. Ao contrário das regiões onde PC3 é negativa, indicando locais que seriam mais afetados pela poeira. Como mencionamos anteriormente quanto mais para o final (últimos autovetores) menos relevância os dados terão, sendo isso que está acontecendo com as PC4, PC5 e PC6. Contudo a PC6 é um tanto curiosa, já que parece estar plotando um mapa de  $[S II]_{6716}/[S II]_{6731}$ , visto que em seu autoespectro apenas essas linhas possuem maior variação, ao contrário de  $H\beta$ , [O III],  $H\alpha$  e [N II] que são quase nulas.

Para uma melhor comparação com os autoespectros da NGC 4030 ([Cid Fernandes et al. \[2021\]](#)) na Figura 3.12, também colocamos os três primeiros autoespectros da NGC 289 em um mesmo gráfico, sendo apresentado na Figura 4.4. Podemos ver que as nossas PC1 e PC2 exibem um comportamento muito semelhante ao caso da NGC 4030, em especial com as PC2’s tendo o excesso nas linhas proibidas. Nas PC3’s, com exceção das linhas  $H\beta$  e [O III] ambas também são parecidas. Essa semelhança indica que também podemos vir a ter resultados favoráveis na nossa análise das fontes não-resolvidas, uma vez que as nossas PC’s indicam fenômenos semelhantes aos vistos em NGC 4030.

Para finalizar mostramos na Figura 4.5 uma composição RGB com a PC1, PC2 e PC3, respectivamente. Podemos ver que as regiões H II, muito presentes na PC1, aparecem

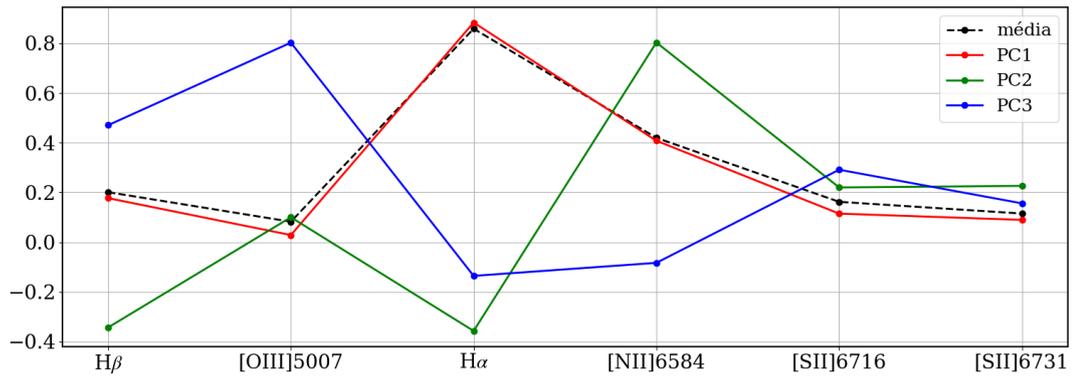


Figura 4.4: Primeiros 3 autoespectros do PCA dos fluxos das linhas de emissão da galáxia NGC 289. A linha preta tracejada mostra o espectro médio reescalado para ter norma unitária.

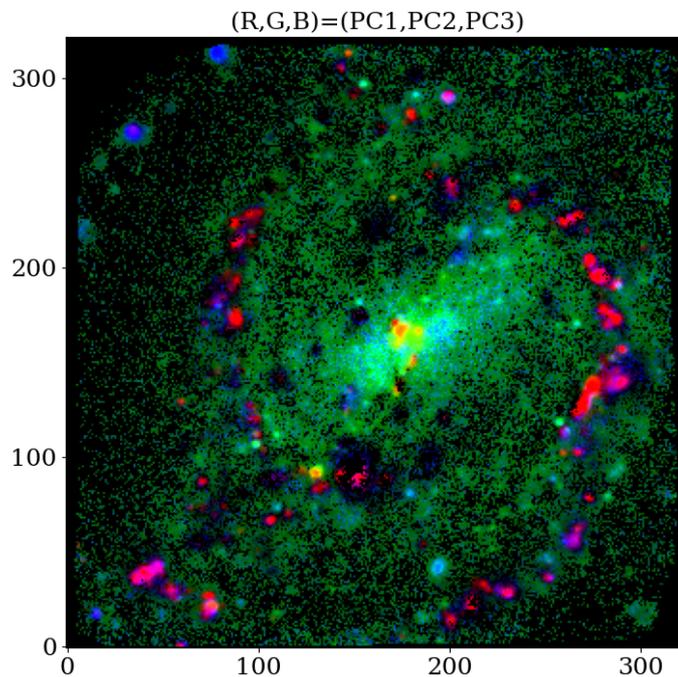


Figura 4.5: A imagem mostra uma composição RGB da PC1, PC2 e PC3 (com percentil indo de 1 a 99) em vermelho, verde e azul, respectivamente.

nos braços espirais na cor vermelha, já as áreas mais azuladas remetem à PC3 com o excesso de [O III]. Por sua vez, vemos que a PC2 está sendo representada na região central, em um campo difuso ao longo de todo o disco e também em fontes ao redor da galáxia, aparecendo em tonalidade verde/azul brilhante. A partir de agora vamos desvendar a natureza dessas fontes.

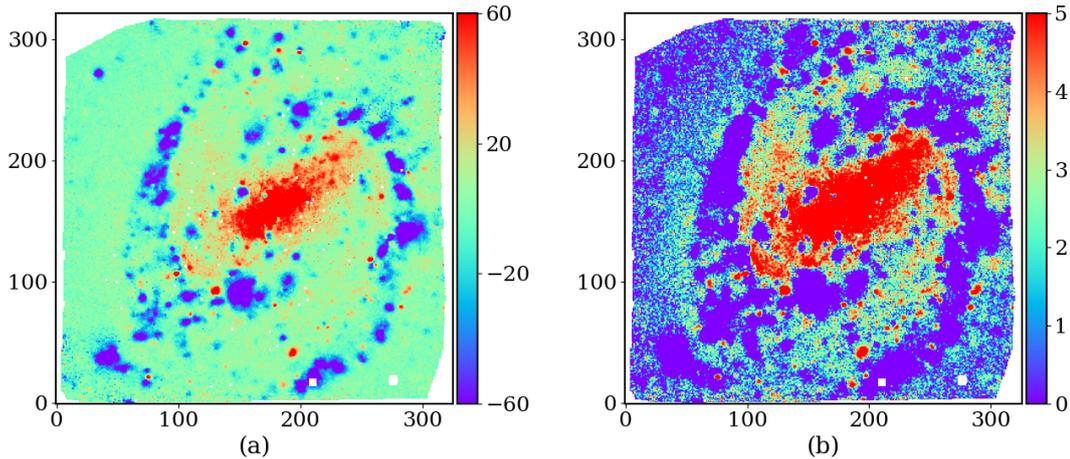


Figura 5.1: Os painéis mostram imagens do tomograma 2 em diferentes escalas (ambas em  $L_{\odot}$ ).

## 5 Encontrando SNRs

Neste capítulo apresentaremos os principais resultados desenvolvidos para essa dissertação. Começamos com a análise da aplicação da PCA ao cubo de dados da galáxia NGC 289 (§5.1). Como em [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#), utilizamos o tomograma 2 para detecção de fontes semelhantes a SNRs. Em seguida fazemos uma triagem inicial dessas candidatas, removendo aquelas que estejam contaminadas de alguma maneira. Na seção §5.2 discutimos como isolar a emissão em linhas dessas fontes do background, que em geral é bastante complexo. Nessa mesma seção apresentamos a extração de espectros das fontes. As posições das fontes em dois diagramas de diagnóstico, o BPT e  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{S II}]/\text{H}\alpha$ , é apresentada na seção §5.3. Na seção seguinte (§5.4) incluímos a linha de  $[\text{O I}]6300$  em nossa análise, obtendo resultados razoáveis apesar das dificuldades em medir essa linha. Finalizamos então com a listagem da nossa amostra final, apresentando também algumas informações quantitativas de cada uma.

### 5.1 Detectando fontes no tomograma 2

Como mencionado anteriormente, no autoespectro da PC2 há um destaque das linhas de  $[\text{O III}]$ ,  $[\text{N II}]$  e  $[\text{S II}]$ , aparecendo com valores positivos, em relação as linhas  $\text{H}\beta$  e  $\text{H}\alpha$ , com valores negativos. Consequentemente, esse destaque também aparece no tomograma correspondente.

A Figura 5.1 mostra duas versões do tomograma 2, com variação em suas escalas. No painel (a) as regiões H II são bem visíveis nos braços espirais da galáxia, sendo os únicos locais representados em escala negativa ( $\text{PC2} < 0$ ). Porém nossa atenção vai para as regiões em que

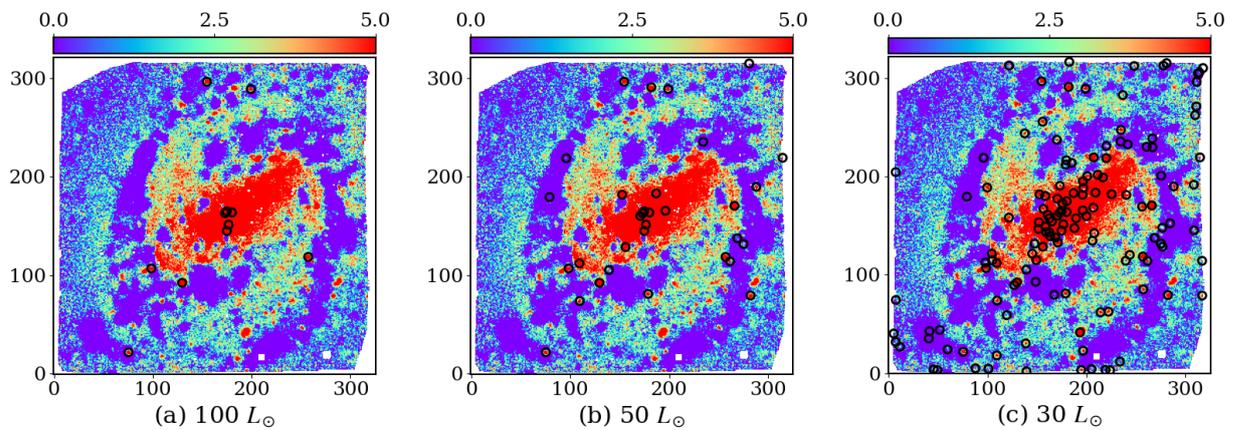


Figura 5.2: As Figuras mostram o tomograma da PC2, e em cada painel os círculos marcam todas as fontes detectadas com limites PC2 > 100, 50 e 30  $L_{\odot}$ , respectivamente. A escala está em  $\sqrt{PC2}$  para fins de visualização.

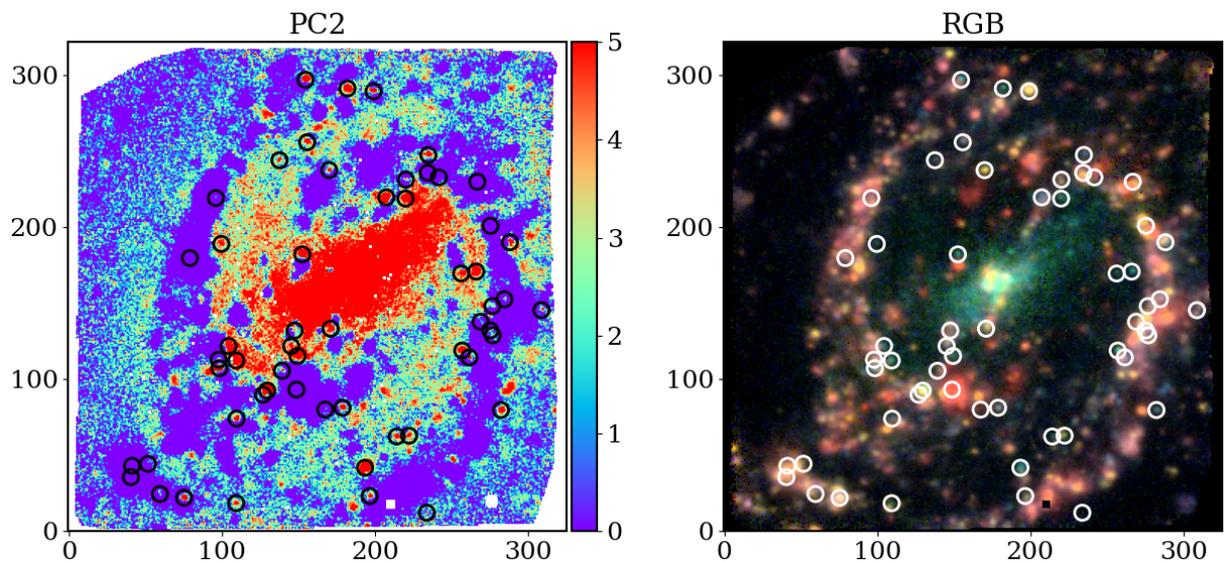


Figura 5.3: Candidatas marcadas no tomograma 2 (como a Figura 5.2c) e no RGB (como na Figura 2.11) mas após a aplicação das máscaras de AGN e bordas. A Figura contém 73 candidatas.

a  $PC2 > 0$ , locais onde as linhas proibidas são mais fortes, possivelmente indicando a presença de SNRs. Assim, uma versão do tomograma 2 é apresentada no painel 5.1(b), em que a escala favorece a visualização das regiões positivas. As regiões em que a  $PC2$  é positiva aparecem como uma componente difusa, tanto no núcleo quanto entre os braços espirais, e também como um conjunto de fontes compactas espalhadas pela galáxia. Essas fontes podem ser SNRs, então vamos considerá-las agora como nosso objeto de estudos.

Para detectar essas fontes compactas foi utilizada a função DAOSTarFinder, do pacote photutils, do astropy. Essa função, geralmente utilizada para encontrar estrelas, procura por picos locais na imagem, que se encaixem em limites pré-determinados. Os parâmetros de detecção, para os quais é necessário definir os valores limites, são um FWHM e um threshold ( $T$ ). O FWHM define o tamanho da largura total na metade da fonte, e aqui ficou estabelecido como sendo 3.5 pixels, equivalente ao seeing dos dados. Já o threshold limita a intensidade das fontes, e foram escolhidos três limites diferentes:  $T = 100, 50$  e  $30 L_{\odot}$  por pixel, para uma melhor análise, uma vez que esse parâmetro foi o que mais influenciou na detecção das fontes.

Escolhemos o valor do FWHM como 3.5 pixels pois buscamos por fontes não resolvidas pela galáxia, visto que as SNRs serão menores do que o seeing. Na seção §2.1 vimos que o seeing é de  $\sim 0.7''$ , correspondendo a  $\sim 68$  pc. Como as SNRs têm um diâmetro entre 20 e 60 pc (§3.1), eles não são espacialmente resolvidas com esses dados.

Os painéis da Figura 5.2 mostram o resultado da detecção das fontes no tomograma 2, para os três thresholds escolhidos. No painel (a) estão marcadas as 11 fontes encontradas no limite de  $T = 100L_{\odot}/\text{pixel}$ , ou seja, objetos com  $\text{FWHM} = 3.5$  pixels e com intensidade por pixel na  $PC2 > 100L_{\odot}$ . No painel (b), além das 11 fontes anteriores, foram identificadas outras 21, totalizando 32 fontes com intensidade maior que  $50 L_{\odot}$ . Por fim, o painel (c) marca todas as 138 fontes detectadas com  $T > 30L_{\odot}$  por pixel.

A aplicação do DAOSTarFinder foi satisfatória no sentido de que foram detectadas várias fontes em diferentes regiões da galáxia, porém nem todas essas fontes são candidatas à SNRs. É possível ver, principalmente na Figura 5.2(c), que um considerável número de fontes foram identificadas na região central na galáxia, onde as linhas de emissão são predominantemente oriundas da região de linhas estreitas (*Narrow Line Region*, NLR), ionizadas pelo núcleo ativo. Como em SNRs, na NLR as linhas proibidas também são mais fortes com respeito às linhas de recombinação. Por medida de segurança, vamos eliminar as candidatas detectadas nessa região central influenciada pelo AGN. Para isso, implementamos uma máscara que retira

todos os pixels presentes na região, impedindo que eles sejam detectados pelo DAOSStarFinder. Ainda na Figura 5.2(c), percebe-se que muitos casos foram detectados na parte externa da galáxia, próximos das bordas. Sendo essas áreas ruidosas, também foram aplicadas máscaras nos pixels adjacentes às bordas para removê-los e refinar ainda mais nossa lista de possíveis SNRs.

A função DAOSStarFinder foi aplicada novamente, agora no mapa do tomograma 2 com as novas máscaras implementadas, e o resultado é apresentado na Figura 5.3. Após toda a remoção dos casos inadequados, das 138 fontes inicialmente detectadas para  $PC2 > 30L_{\odot}$ , a nova amostra conta com 73 fontes candidatas a SNRs. Esta é nossa amostra inicial de candidatas, mas ela ainda será refinada.

## 5.2 Isolando as fontes

Na primeira etapa, foram detectadas fontes que possuem larguras e intensidades definidas, que visualmente se encaixam na classe de SNRs. Algumas delas realmente serão SNRs, porém outras não. Precisamos agora analisar individualmente todas as 73 candidatas, a fim de selecionar somente as que apresentarem indícios convincentes de que sejam SNRs.

### 5.2.1 Extrairdo as linhas de emissão

Primeiramente, iremos analisar a intensidade das candidatas em mapas de linhas de emissão. Casos em que as emissões não sejam visíveis ou definidas na fonte, serão removidos da amostra, pois a fonte precisa estar isolada para conseguirmos fazer a extração correta de seu fluxo de linhas. Para realizar o isolamento, iremos fixar três aberturas circulares centradas na fonte: uma abertura diretamente na fonte, com raio de  $r_{src} = 3.5$  pixels, e duas aberturas formando um anel ao redor da fonte, com raios de  $r_{in} = 4$  e  $r_{out} = 6$  pixels. Esse anel é usado para estimar o fluxo por pixel do background subjacente à fonte. Dentro do anel, os pixels que forem mais intensos em  $H\alpha$  do que a média no círculo da própria fonte serão removidos. Se a maioria dos pixels do background forem removidos, essa candidata será excluída da amostra, já que indica um background muito complexo, impedindo que ela seja isolada corretamente. Fora pequenas diferenças, esse é mesmo método aplicado na galáxia NGC4030 no estudo de [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#).

Nas Figuras 5.4 e 5.5 estão sendo apresentadas candidatas a SNR, onde cada linha das imagens corresponde a uma candidata diferente. Recortamos uma área de  $20 \times 20$  pixels ao

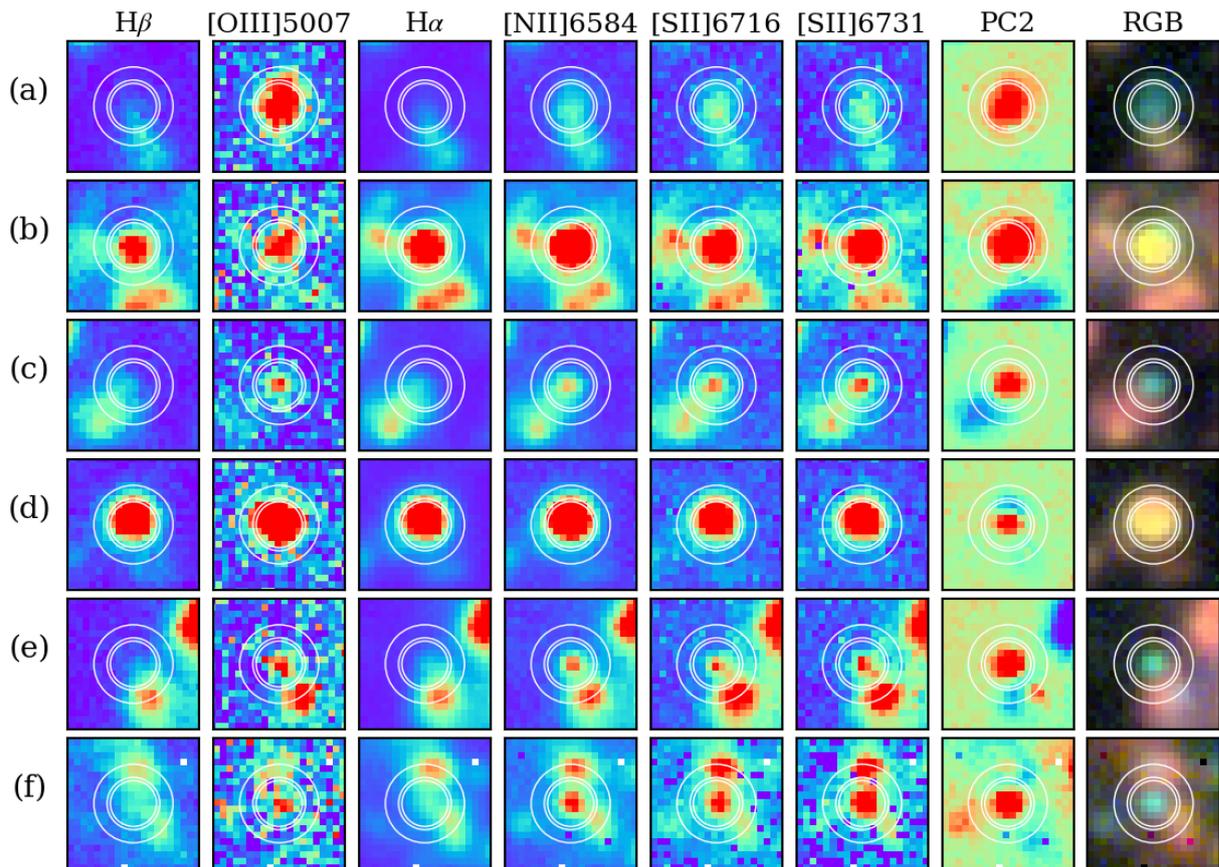


Figura 5.4: As linhas, (a)–(f), apresentam recortes de seis candidatas a SNR. As primeiras colunas da esquerda mostram, respectivamente, os mapas de  $H\beta$ , [O III]5007,  $H\alpha$ , [N II]6584, [S II]6716 e [S II]6731 para cada candidata. As duas colunas da direita mostram as candidatas no mapa da PC2 e no RGB da Figura 2.11. A escala de intensidade varia de 0 ao percentil 99 de cada mapa de linha. Em cada recorte estão marcados círculos de raios  $r_{src} = 3.5$ ,  $r_{in} = 4$  e  $r_{out} = 6$  pixels.

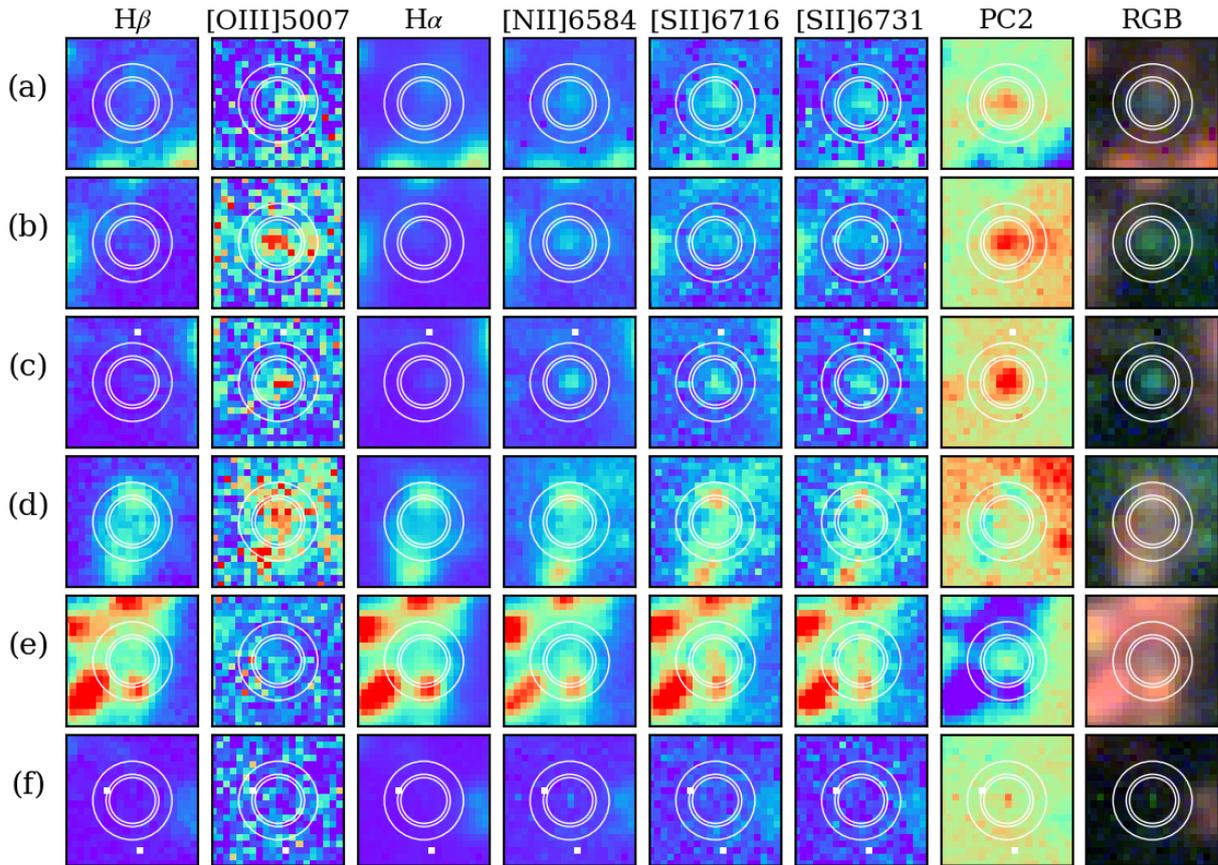


Figura 5.5: Como a Figura 5.4, mas para seis outras candidatas menos convincentes.

redor das fontes e as mostramos em oito mapas. As primeiras seis colunas da esquerda trazem as candidatas em mapas das linhas de emissão  $H\beta$ ,  $[O\ III]5007$ ,  $H\alpha$ ,  $[N\ II]6584$ ,  $[S\ II]6716$  e  $[S\ II]6731$ , respectivamente. A sétima coluna apresenta o mapa referente à PC2, enquanto a última coluna mostra a fonte em uma composição RGB igual a da Figura 2.11. Além disso, em todos os painéis estão marcadas as três aberturas circulares definidas com raios  $r_{src} = 3.5$ ,  $r_{in} = 4$  e  $r_{out} = 6$  pixels.

Para a Figura 5.4 foram escolhidas seis boas candidatas detectadas. É possível notar que, tanto no mapa da PC2, quanto no mapa do RGB, essas fontes são bem visíveis, além de serem compactas/pontuais. Agora, observando os mapas das linhas de emissão, nota-se que as candidatas (a), (c), (e) e (f) não possuem muita emissão em  $H\beta$  e  $H\alpha$ , uma vez que seus respectivos painéis não indicam fluxo significativo na região da fonte ( $r < r_{src}$ ). Já nos mapas de  $[O\ III]$ ,  $[N\ II]$  e  $[S\ II]$  as fontes são visíveis, indicando uma maior intensidade dessas linhas. Isso é diferente das candidatas (b) e (d), que apresentam um forte fluxo em todas as linhas de emissão.

A Figura 5.5 (a), (b) e (c) apresenta candidatas que consideramos como “médias”,

uma vez que não possuem os fluxos das linhas de emissão tão intensos como nos casos da Figura 5.4, porém ainda são visíveis, principalmente em [N II] e [S II], além de aparecerem de maneira pontual na PC2 e no RGB. Já as candidatas em 5.5 (d), (e) e (f) não são muito boas, visto que em nenhum dos mapas as fontes aparecem nitidamente. Esses são casos que devem ser removidos da amostra, pois não possuem fluxos definidos de linhas de emissão, e também não se caracterizam como fontes pontuais.

Após essa análise das fontes nos mapas de linhas, das 73 candidatas detectadas com  $PC2 > 30L_{\odot}$ , 17 tiveram que ser removidas por terem um background muito intenso em  $H\alpha$ . Nossa amostra conta agora com 56 candidatas.

### 5.2.2 Extraíndo o espectro das fontes

O mesmo procedimento utilizado para extrair os fluxos das linhas de emissão (medidos pelo DOBBY) pode ser aplicado para cada  $\lambda$  do cubo, isto é, para extrair os espectros de cada candidata. Nas Figuras 5.6 – 5.9 mostramos alguns exemplos disso.

Cada Figura apresenta a análise de uma candidata. Todas elas são compostas por recortes de mapas das linhas de emissão, como feito na Figura 5.4. Incluímos também os espectros extraídos dessas candidatas. Em um painel estão o espectro da fonte (de raio 3.5 pixels) e o espectro do background (anel de raios 4 e 6 pixels), já o outro painel apresenta somente o espectro residual (a fonte subtraída do background), ambos indo de 4750 a 7500 Å, e escala em luminosidade.

Em todos os espectros conseguimos identificar bem as linhas de emissão  $H\beta$ , [O III] 5007,  $H\alpha$ , [N II]6584, [S II]6717 e [S II]6731, mesmo em casos nos quais os mapas não mostram emissão significativa em  $H\beta$  e  $H\alpha$  na área da fonte. Nas fontes das Figuras 5.6 e 5.7 nota-se que no espectro residual a linha de [N II] ultrapassou a de  $H\alpha$ , sendo um bom indício de SNR. Além disso percebe-se nessas e na Figura 5.8 que, após a remoção do background, as linhas de  $H\beta$  e [O III] possuem quase o mesmo fluxo, sendo também um bom indicativo de SNR.

## 5.3 Diagramas de diagnóstico

A partir da nova amostra de 56 candidatas, iremos determinar aquelas que realmente são classificadas como SNRs. Para iniciar essa análise mais detalhada fizemos dois diagramas de diagnóstico, o diagrama BPT ( $[O III]/H\beta \times [N II]/H\alpha$ ) e o diagrama  $[S II]/H\alpha \times [N II]/H\alpha$ ,

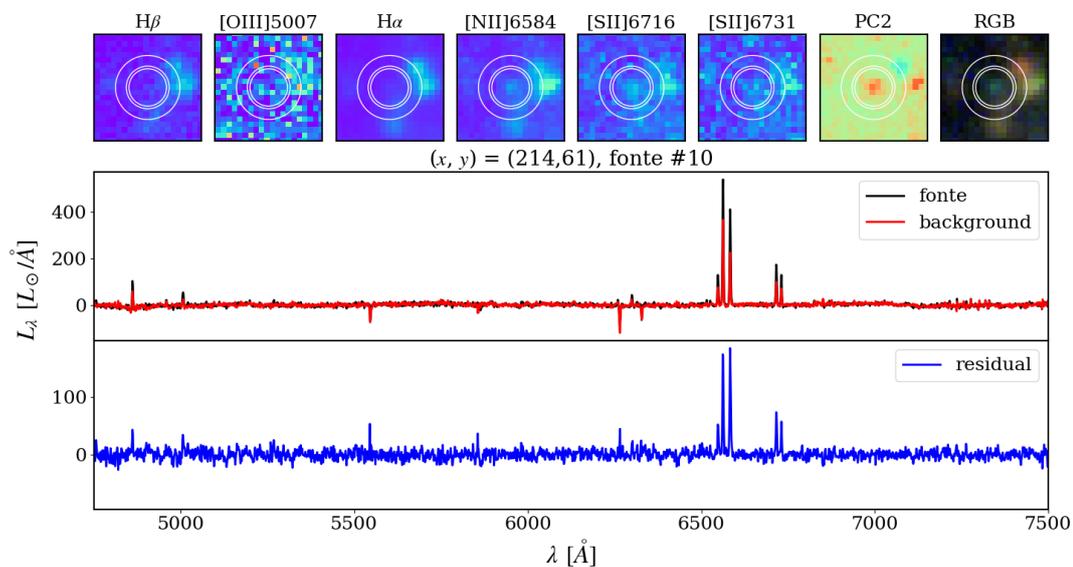


Figura 5.6: A parte superior da Figura mostra um recorte da candidata em  $(x, y) = (214, 61)$  nos mapas de  $H\beta$ ,  $[O\ III]5007$ ,  $H\alpha$ ,  $[N\ II]6584$ ,  $[S\ II]6716$  e  $[S\ II]6731$ , além do mapa da PC2 e no RGB, como explicado na Figura 5.4. Na parte inferior são apresentados espectros dessa candidata: o espectro da fonte ( $r_{src} = 3.5$  pixels), o espectro do anel do background ( $r_{in} = 4$  e  $r_{out} = 6$  pixels) e o espectro residual (a fonte subtraída do background).

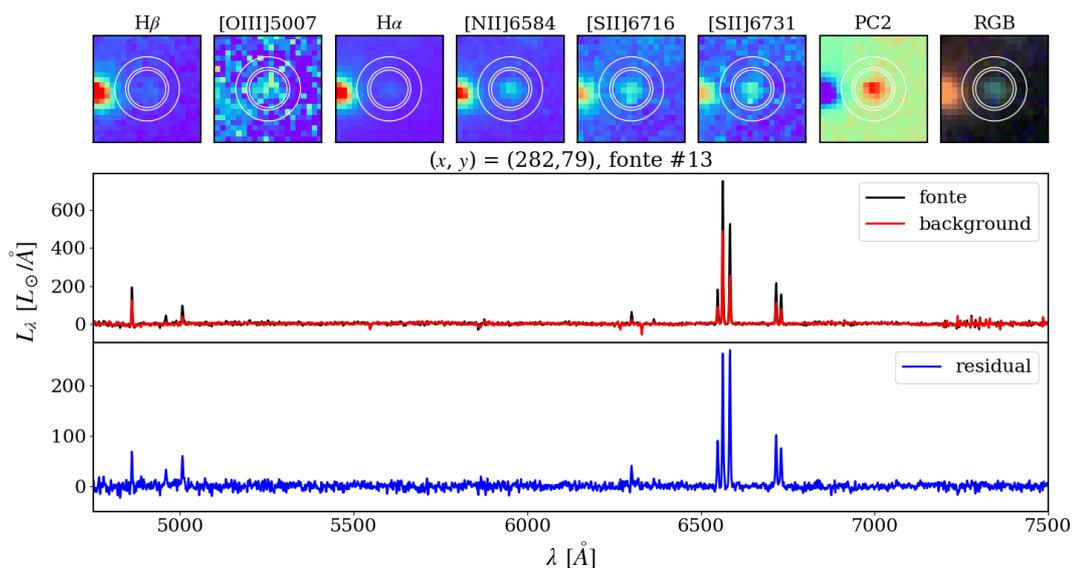


Figura 5.7: Como na Figura 5.6, mas para a candidata em  $(x, y) = (282, 79)$ .

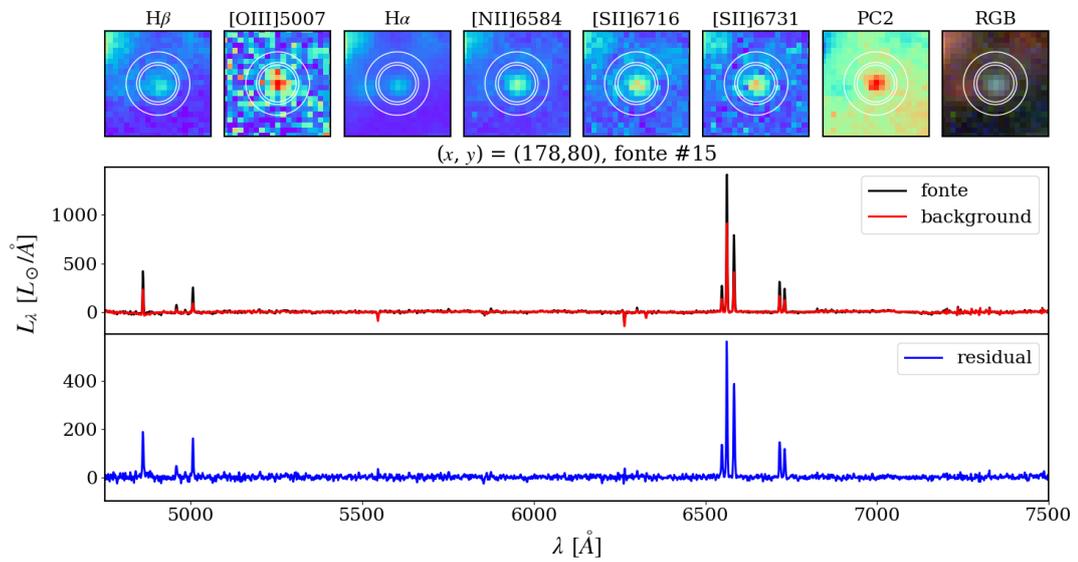


Figura 5.8: Como na Figura 5.6, mas para a candidata em  $(x, y) = (178, 80)$ .

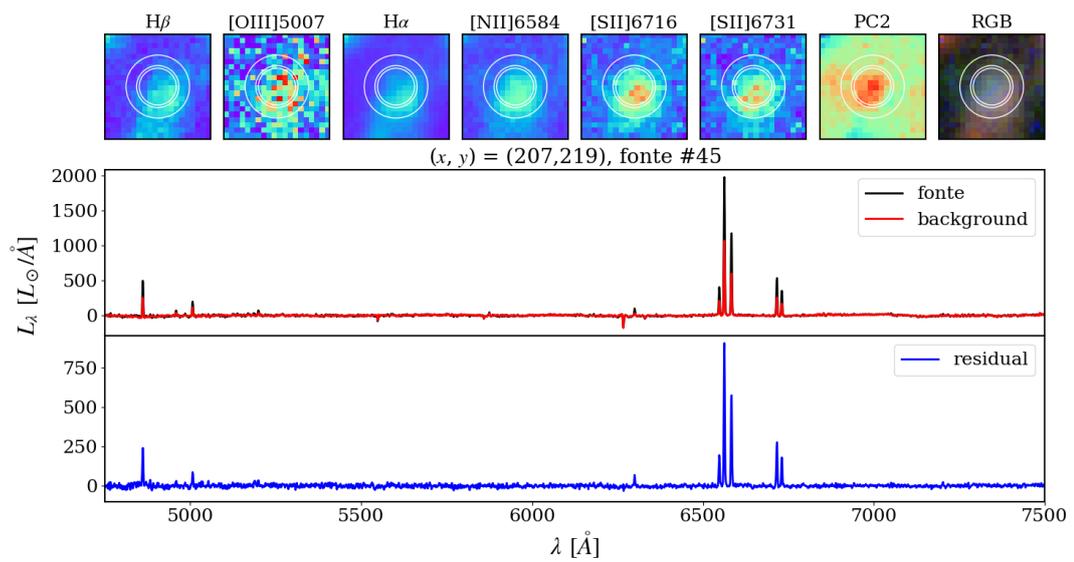


Figura 5.9: Como na Figura 5.6, mas para a candidata em  $(x, y) = (207, 219)$ .

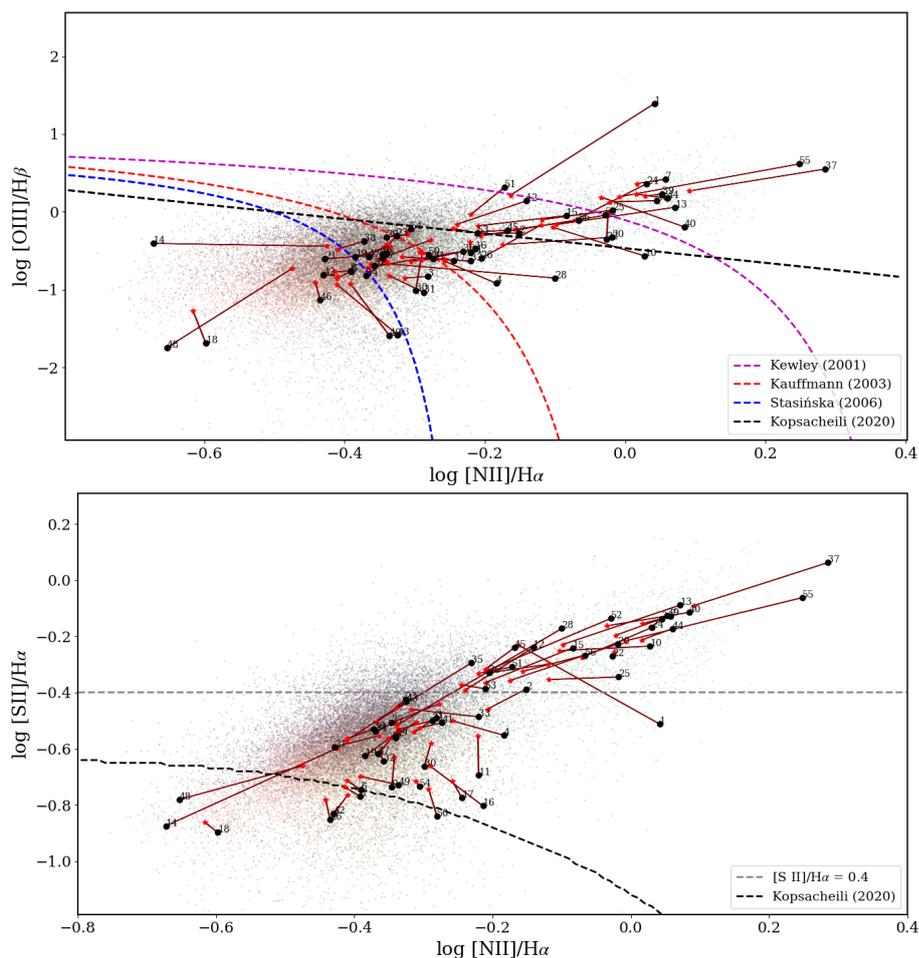


Figura 5.10: Os painéis mostram diagramas de diagnósticos para as 56 fontes encontradas com  $PC2 > 30L_{\odot}$ . As estrelas e os círculos marcam, respectivamente, o antes e o depois da subtração do background da fonte. Os pontos correspondem a spaxels individuais em todo o FoV, coloridos de acordo com o RGB da Figura 2.11. As linhas pretas, em ambos diagramas, são referentes à marcação de Kopsacheili et al. [2020]. No diagrama BPT estão marcadas as linhas de Kewley+01 (magenta), de Kauffmann+03 (em vermelho) e de Stasińska+06 (em azul), e a linha  $[S II]/H\alpha=0.4$  no diagrama  $[N II]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$  marca o critério clássico de separação de SNRs e regiões H II.

apresentados na Figura 5.10. Em ambos diagramas as estrelas e os círculos marcam, respectivamente, a posição de cada fonte antes e depois da remoção do seu background, estando interligadas por uma seta. Os números servem para localizar cada fonte em nossa lista (ver Tabela 5.1).

Com o diagrama BPT podemos identificar se as fontes estão em regiões dominadas por formação estelar ou regiões de AGN, e para auxiliar essa divisão estão marcadas as linhas de Kewley et al. [2001], Kauffmann et al. [2003] e Stasińska et al. [2006]. Já a linha de Kopsacheili et al. [2020] separa SNRs das regiões H II (como explicado na subseção §3.2.2). As fontes que estão na parte superior da linha são boas candidatas a SNRs, uma vez que indicam maiores razões das linhas de [O III]/H $\beta$  e [N II]/H $\alpha$ . No entanto o estudo de Kopsacheili mostra que esse não é o melhor diagrama para achar SNRs.

Um diagrama que possui mais poder de diagnóstico é o de [S II]/H $\alpha$  contra [N II]/H $\alpha$ , e ele será nossa principal ferramenta para identificarmos as SNRs. Esse diagrama é apresentado no painel inferior da Figura 5.10, com dois métodos de separação SNR/H II: a linha em [S II]/H $\alpha$ =0.4 (método clássico) e a linha de Kopsacheili et al. [2020]. Vemos que, após a remoção do background, 24 fontes estão localizadas acima da linha [S II]/H $\alpha$ =0.4, sendo assim fortes candidatas a SNRs. Porém, como visto na seção 3.2, esse critério é muito rigoroso, assim não podemos nos guiar apenas por ele e excluir o resto. Há 25 fontes que estão entre a linha de Kopsacheili et al. [2020] e a linha [S II]/H $\alpha$ =0.4, e essas também são consideradas boas candidatas, que devem ser analisadas. As 8 fontes restantes se encontram abaixo de ambas linhas e quase certamente não são SNRs.

## 5.4 [O I]6300

Segundo Kopsacheili et al. [2020], [O I]6300 é a melhor linha para se encontrar SNRs. Isso ocorre pois ela é produzida principalmente em uma região parcialmente ionizada. Em choques a transição entre gás ionizado e neutro ocorre de maneira gradual, de modo que a região de ionização parcial é extensa, ao contrário de regiões H II, nas quais a transição entre gás ionizado e neutro acaba sendo muito abrupta (Osterbrock and Ferland [2006]). Como resultado, [O I]/H $\alpha$  é bem maior em SNRs que em regiões H II.

Porém, a detecção de [O I] pode ser difícil, como acontece na NGC 289. Como vimos na Figura 2.10, o DOBBY não consegue detectar [O I] em grande parte do cubo. A Figura 5.11(a) apresenta novamente o mapa de [O I] na galáxia, agora com as 56 fontes marcadas. Nota-se que

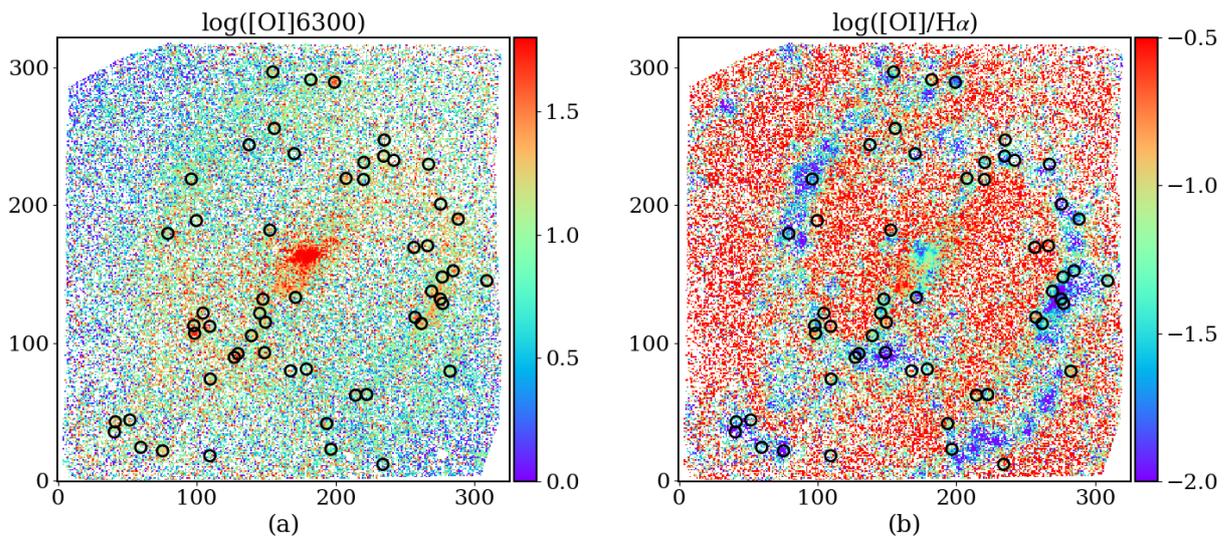


Figura 5.11: (a) Mapa da luminosidade linha de [O I] (em  $L_{\odot}$  por pixel, escala logarítmica). (b) Mapa da razão de linhas [O I] por  $H\alpha$ . Estão marcadas as 56 fontes detectadas com  $PC2 > 30L_{\odot}$ .

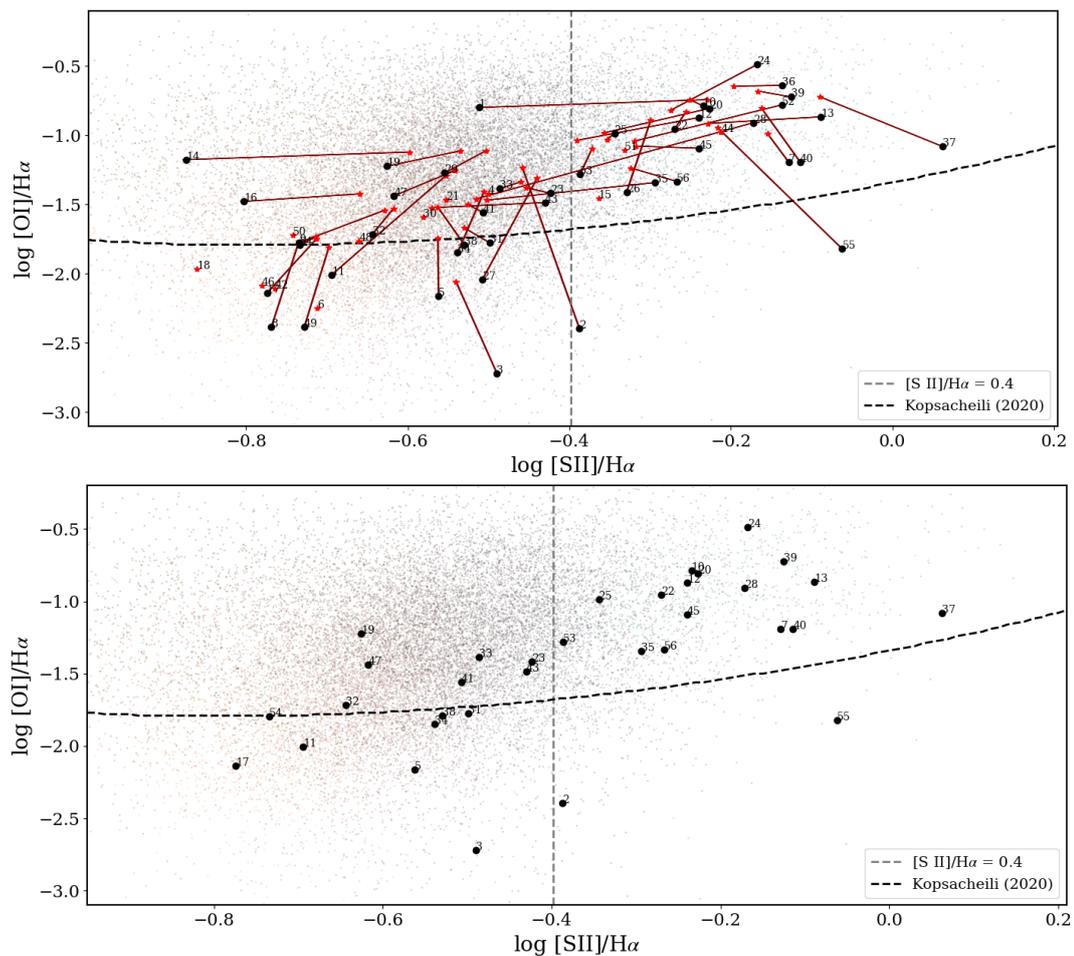


Figura 5.12: O painel superior mostra o diagrama de diagnóstico de  $[O I]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$  para as 56 fontes com  $PC2 > 30L_{\odot}$ , conforme explicado na Figura 5.10. O painel inferior apresenta o mesmo diagrama, mostrando somente as fontes com [O I] confiável.

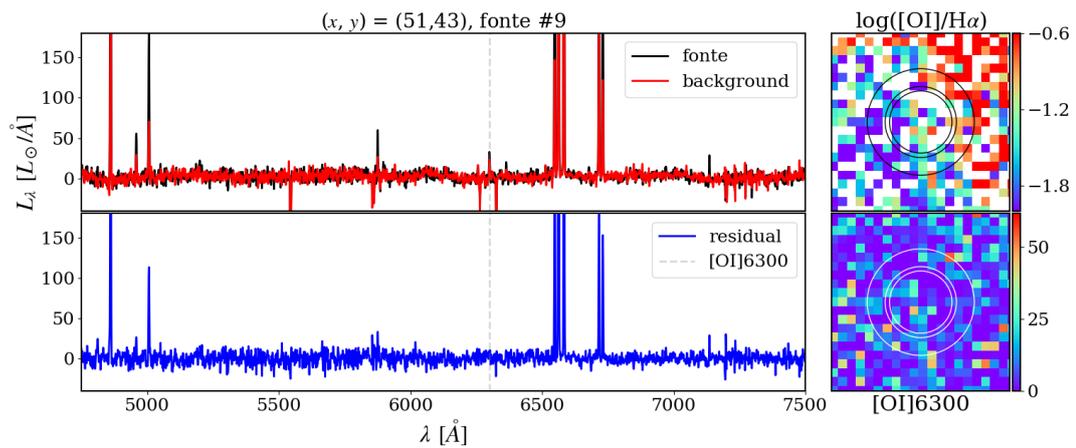


Figura 5.13: Nos painéis da esquerda são apresentados espectros da candidata #9: o espectro da fonte ( $r_{src} = 3.5$  pixels), o espectro do anel do background ( $r_{in} = 4$  e  $r_{out} = 6$  pixels), e o espectro residual (a fonte subtraída do background). Os painéis da direita mostram dois recortes da candidata nos mapas de [O I]6300 (abaixo) e log[O I]/H $\alpha$  (acima).

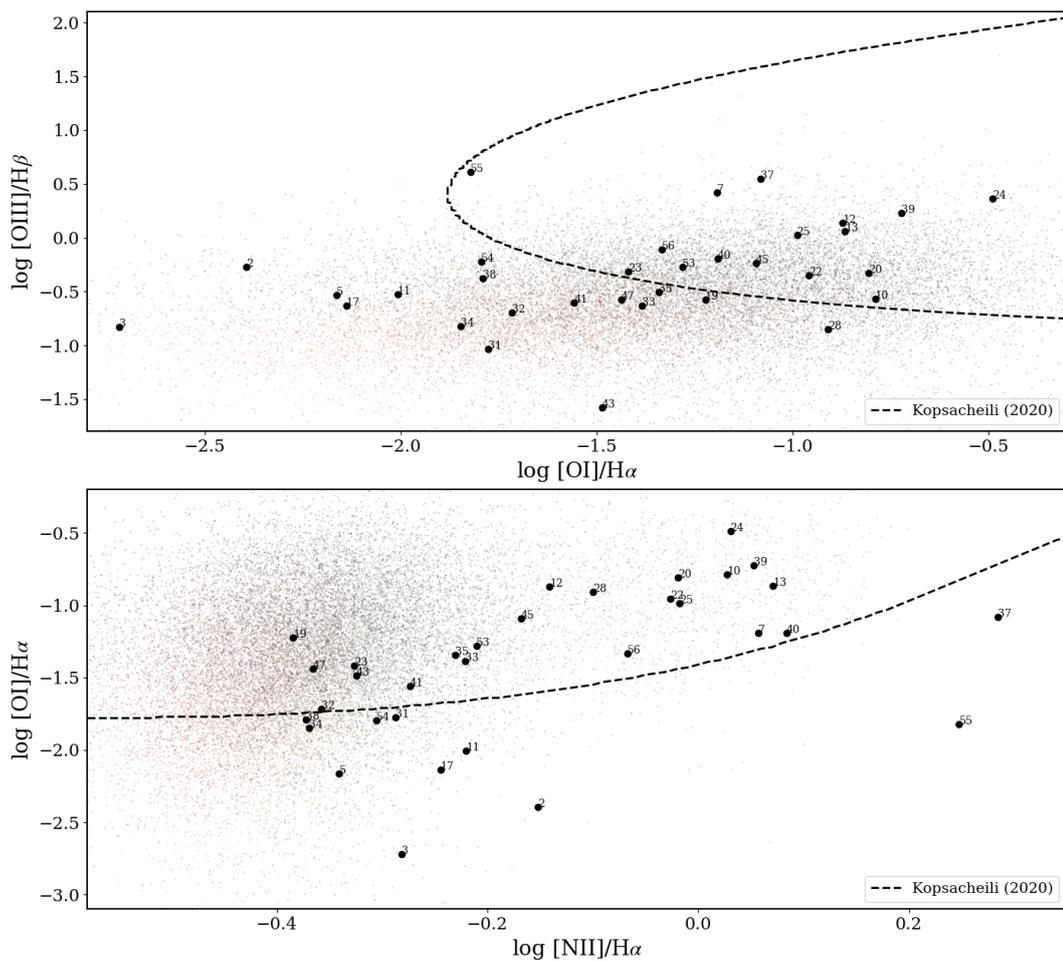


Figura 5.14: Diagramas de [O I]/H $\alpha \times$  [O III]/H $\beta$  e [N II]/H $\alpha \times$  [O I]/H $\alpha$  para as fontes confiáveis em [O I] com  $PC2 > 30L_{\odot}$ , conforme explicado na Figura 5.10.

algumas das fontes possuem emissão de [O I], porém muitas outras possuem uma medida fraca ou inexistente. Este, aliás, é o motivo de não incluirmos essa linha na análise PCA, já que eliminaria muitos pixels da galáxia. Vamos fazer um esforço para incluir o [O I] na análise, mesmo aparecendo de forma incompleta, e ver se essa linha aparece em nossas candidatas, como seria o esperado em SNRs.

Começando então com o diagrama de diagnóstico de  $[O I]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$  para as 56 fontes com a  $PC2 > 30L_{\odot}$  por pixel, apresentado na Figura 5.12. Estão marcadas as linhas  $[S II]/H\alpha = 0.4$  e Kopsacheili et al. [2020], separando SNRs e regiões H II. As estrelas e os círculos marcam, respectivamente, o antes e o depois da remoção do background na fonte.

Ao total são 19 fontes que satisfazem ambos os critérios de SNRs, estando acima das duas linhas. Vale destacar que as candidatas #2 e #55 possuem  $[S II]/H\alpha > 0.4$ , porém estão abaixo da linha de Kopsacheili, isso se explica pela brusca queda de  $[O I]/H\alpha$  após a subtração do background. Temos 12 fontes que estão acima apenas de Kopsacheili e 11 fontes abaixo das duas linhas. Além dessas, 12 fontes não tiveram sucesso ao medir [O I] após a subtração do background (fluxo de [O I] negativo), e essas fontes são as estrelas sem círculos correspondentes no painel superior da Figura 5.12.

Assim, conseguimos medir  $[O I]/H\alpha$  para 44 das nossas 56 candidatas. No entanto, várias dessas medidas não são confiáveis e isso foi constatado na inspeção dos espectros residuais extraídos de cada candidata. A Figura 5.13 mostra um caso onde [O I] foi medido, mas não é confiável. Podemos ver que tanto o espectro da fonte quanto do background possuem o fluxo de [O I] parecido. Isso se reflete no espectro residual, já que não conseguimos mais distinguir a linha após a subtração, sendo inviável a sua utilização com segurança. O mapa de [O I]6300 indica que muitos pixels na fonte e no anel do background são nulos, sendo o motivo do mapa de  $\log([O I]/H\alpha)$  ter tantos pixels faltando. Após essa inspeção visual, ficamos com 33 fontes nas quais podemos usar [O I] com confiança, sendo 18 ótimas e 15 boas candidatas.

No painel inferior da Figura 5.12 mostramos novamente o diagrama  $[O I]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ , mas agora somente com as 33 fontes confiáveis em [O I]. Fazendo uma análise vemos que todas as 16 fontes acima de ambas linhas nesse diagrama, além das fontes #2 e #55, estão entre as nossas melhores candidatas do diagrama  $[N II]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ . Temos ainda todas as 7 fontes localizadas apenas acima da linha de Kopsacheili no diagrama de  $[O I]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ , pertencem ao grupo de candidatas boas no diagrama  $[N II]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ . Também verificamos que todas as 8 fontes no “3<sup>o</sup>” quadrante (abaixo das duas linhas), que dificilmente seriam

SNRs pelo diagrama de  $[O I]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ , na realidade pertencem ao grupo de boas candidatas no diagrama de  $[N II]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ .

Por fim vamos apresentar dois diagramas extras, não discutidos em Cid Fernandes et al. [2021]:  $[O I]/H\alpha \times [O III]/H\beta$  e  $[N II]/H\alpha \times [O I]/H\alpha$ . Segundo Kopsacheili et al. [2020], esses são os dois melhores diagramas na separação das SNRs de regiões H II. Em ambos diagramas estão marcadas somente as 33 fontes com [O I] confiável. Vamos então analisar as posições das fontes nesses diagramas e verificar em qual grupo (ótimas ou boas) elas se encaixam no diagrama de  $[N II]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ , para assim conseguirmos uma melhor validação da nossa classificação. No diagrama  $[O I]/H\alpha \times [O III]/H\beta$  das 16 fontes “acima” da linha de Kopsacheili constatamos que 15 delas são ótimas e 1 é boa, e “abaixo” da linha temos 3 entre as melhores e 14 entre as boas candidatas. No diagrama  $[N II]/H\alpha \times [O I]/H\alpha$  temos que 22 cumprem a linha de Kopsacheili, sendo 15 ótimas e 7 boas candidatas, já 3 das melhores e 8 das boas fontes aparecem “abaixo” da linha.

De modo geral vemos que, apesar dos problemas com [O I]6300, há uma boa concordância entre os diagramas compostos por [O I]/H $\alpha$  com o diagrama de  $[N II]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ , endossando a nossa análise feita na seção §5.3.

## 5.5 Considerações finais sobre as SNRs

Vamos finalizar nossa análise com um veredito sobre as candidatas. Para uma melhor visualização listamos, na Tabela 5.1, todas as fontes detectadas e também incluímos alguns dados de cada uma, bem como suas localizações na galáxia. Apresentamos os valores, em log, das razões  $[S II]/H\alpha$ ,  $[N II]/H\alpha$ ,  $[O III]/H\beta$  e  $[O I]/H\alpha$ , além da luminosidade de  $H\alpha$ . Todos esses fluxos são correspondentes à fonte após a subtração de background, por isso algumas candidatas não possuem a medida de  $[O I]/H\alpha$ . Na Tabela também fizemos marcações de algumas características comuns entre as candidatas. Por exemplo, as fontes com “\*” no valor da razão  $[O I]/H\alpha$  indicam aquelas que não possuem a linha de [O I] confiável. Já as linhas **em negrito** apontam nossas melhores 24 candidatas, todas com  $\log([S II]/H\alpha) > -0.4$ . Já as linhas **em azul** indicam nossas 25 boas candidatas, que estão entre a linha do critério clássico e a linha de Kopsacheili para o diagrama  $[S II]/H\alpha \times [N II]/H\alpha$ . As 7 candidatas restantes foram descartadas por não possuírem razões de linha compatíveis com SNRs.

Nas Figuras 5.15 e 5.16 apresentamos, respectivamente, o espectro residual médio das melhores e das boas candidatas. Esses espectros médios servem para melhorar o sinal ruído das

fontes individuais, permitindo que as linhas mais fracas sejam visualizadas com melhor clareza.

Nos painéis superiores mostramos os próprios espectros residuais, além de marcarmos as linhas  $H\beta$ , [O III], [O I],  $H\alpha$ , [N II], [S II]6717 e [S II]6731. Já nos painéis inferiores, diminuimos suas escalas para uma melhor visualização de linhas mais fracas e marcamos algumas delas: [N I]5200, [N II]5755, [He I]5876, [Ar III]7136, [Ca II]7291, [O II]7320, [Ni II]7378, [Fe II]8617 e [S III]9069.

Podemos ver que na Figura 5.15 as razões entre as linhas proibidas e as linhas de recombinação são maiores do que na Figura 5.16. Isso era o esperado, já que o primeiro grupo possui as melhores candidatas a SNR e conseqüentemente apresentam essas linhas com maior fluxo. Na Figura 5.16 vemos que, principalmente, [O III] e [O I] são bem fracas em relação a  $H\beta$  e  $H\alpha$ , indicando que algumas candidatas devem possuir pouca emissão dessas linhas.

Nas linhas marcadas nos painéis inferiores, também percebemos que a maioria delas são proporcionalmente maiores, em relação a  $H\beta$  e  $H\alpha$ , entre as melhores candidatas do que entre as boas. O trabalho de Cid Fernandes et al. [2021] comenta que as linhas próximas a 7300Å também são bons indicativos de SNRs. Porém a maioria das nossas candidatas quase não possuem fluxo nessa região, fazendo com que essas linhas não se destaquem muito nos espectros médios, mas ainda conseguimos distinguir a maior parte delas.

Após todo um trabalho de detecção e refinamento da amostra podemos inferir que a nossa separação de fontes entre ótimas e boas, de acordo com o diagrama  $[N II]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ , mostrou-se satisfatória, sendo também corroborada com a análise de [O I]. Finalizamos então com uma amostra de 24 candidatas que muito provavelmente são SNRs, e outras 25 candidatas com boas chances de serem SNRs. Nos apêndices A e B estão os espectros (fonte, background e residual) e mapas de linhas de emissão ( $H\beta$ , [O III]5007,  $H\alpha$ , [N II]6584, [S II]6717, [S II]6731, PC2 e RGB) de todas as candidatas ótimas e boas, respectivamente.

Tabela 5.1: A Tabela indica a posição central de cada candidata na galáxia. Além de mostrar os valores: da luminosidade de  $H\alpha$  (em  $L_{\odot}$ ) e das razões de linhas  $[S II]/H\alpha$ ,  $[N II]/H\alpha$ ,  $[O III]/H\beta$  e  $[O I]/H\alpha$ , em log. Em negrito estão as melhores candidatas, enquanto em azul estão as boas.

#	(x, y)	$L_{H\alpha}$	$[S II]/H\alpha$	$[N II]/H\alpha$	$[O III]/H\beta$	$[O I]/H\alpha$
1	(234, 11)	748	-0.51	0.04	1.39	-0.79*
2	<b>(109, 17)</b>	<b>1832</b>	<b>-0.38</b>	<b>-0.15</b>	<b>-0.27</b>	<b>-2.39</b>
3	(75, 21)	19297	-0.48	-0.28	-0.83	-2.71
4	(196, 22)	2917	-0.55	-0.18	-0.92	-*
5	(59, 24)	4911	-0.56	-0.34	-0.53	-2.16
6	(40, 35)	14158	-0.74	-0.39	-0.76	-*
7	<b>(193, 41)</b>	<b>1468</b>	<b>-0.12</b>	<b>0.05</b>	<b>0.41</b>	<b>-1.19</b>
9	(51, 43)	3374	-0.73	-0.34	-0.54	-1.77*
10	<b>(214, 61)</b>	<b>1160</b>	<b>-0.23</b>	<b>0.02</b>	<b>-0.56</b>	<b>-0.78</b>
11	(222, 62)	2042	-0.69	-0.22	-0.52	-2.01
12	<b>(109, 73)</b>	<b>3072</b>	<b>-0.24</b>	<b>-0.14</b>	<b>0.14</b>	<b>-0.87</b>
13	<b>(282, 79)</b>	<b>1664</b>	<b>-0.09</b>	<b>0.07</b>	<b>0.06</b>	<b>-0.86</b>
15	<b>(178, 80)</b>	<b>3208</b>	<b>-0.24</b>	<b>-0.08</b>	<b>-0.05</b>	-*
16	(127, 89)	12456	-0.80	-0.21	-0.48	-1.48*
17	(129, 92)	11425	-0.77	-0.24	-0.63	-2.14
19	(139, 105)	3089	-0.62	-0.38	-0.578	-1.22
20	<b>(98, 106)</b>	<b>6200</b>	<b>-0.22</b>	<b>-0.02</b>	<b>-0.32</b>	<b>-0.80</b>
21	(97, 112)	8713	-0.59	-0.43	-0.60	-*
22	<b>(109, 111)</b>	<b>1617</b>	<b>-0.27</b>	<b>-0.03</b>	<b>-0.35</b>	<b>-0.96</b>
23	(261, 113)	9733	-0.42	-0.32	-0.31	-1.41
24	<b>(149, 114)</b>	<b>2405</b>	<b>-0.17</b>	<b>0.03</b>	<b>0.36</b>	<b>-0.49</b>
25	<b>(257, 118)</b>	<b>2934</b>	<b>-0.34</b>	<b>-0.02</b>	<b>0.02</b>	<b>-0.99</b>
26	<b>(104, 121)</b>	<b>1704</b>	<b>-0.33</b>	<b>-0.21</b>	<b>-0.60</b>	<b>-1.41*</b>
27	(145, 121)	2930	-0.51	-0.34	-0.59	-2.04*
28	<b>(277, 128)</b>	<b>9812</b>	<b>-0.17</b>	<b>-0.10</b>	<b>-0.85</b>	<b>-0.91</b>
29	(147, 131)	6224	-0.55	-0.34	-0.32	-1.27*
30	(171, 132)	6256	-0.66	-0.30	-1.01	-*
31	(275, 131)	13853	-0.50	-0.28	-1.04	-1.77
32	(269, 137)	6972	-0.64	-0.35	-0.69	-1.71
33	(308, 145)	4426	-0.48	-0.22	-0.63	-1.38
34	(276, 147)	4220	-0.53	-0.37	-0.82	-1.84
35	<b>(284, 152)</b>	<b>11264</b>	<b>-0.29</b>	<b>-0.23</b>	<b>-0.50</b>	<b>-1.34</b>
36	<b>(256, 169)</b>	<b>1061</b>	<b>-0.13</b>	<b>0.04</b>	<b>0.14</b>	<b>-0.64*</b>
37	<b>(266, 170)</b>	<b>1246</b>	<b>0.06</b>	<b>0.28</b>	<b>0.55</b>	<b>-1.08</b>
38	(79, 179)	7872	-0.53	-0.37	-0.38	-1.79
39	<b>(152, 181)</b>	<b>1218</b>	<b>-0.12</b>	<b>0.05</b>	<b>0.23</b>	<b>-0.72</b>
40	<b>(99, 188)</b>	<b>1107</b>	<b>-0.11</b>	<b>0.08</b>	<b>-0.19</b>	<b>-1.19</b>
41	(288, 189)	9097	-0.51	-0.27	-0.61	-1.56
43	(96, 218)	9480	-0.43	-0.32	-1.58	-1.48
44	<b>(220, 218)</b>	<b>1497</b>	<b>-0.17</b>	<b>0.06</b>	<b>0.17</b>	-*
45	<b>(207, 219)</b>	<b>3789</b>	<b>-0.24</b>	<b>-0.19</b>	<b>-0.24</b>	<b>-1.09</b>
47	(220, 230)	3513	-0.62	-0.36	-0.57	-1.44
49	(234, 235)	10455	-0.73	-0.33	-1.59	-2.38*
51	<b>(137, 243)</b>	<b>1869</b>	<b>-0.30</b>	<b>-0.17</b>	<b>0.32</b>	-*
52	<b>(235, 247)</b>	<b>2734</b>	<b>-0.13</b>	<b>-0.03</b>	<b>-0.04</b>	<b>-0.78*</b>
53	<b>(155, 255)</b>	<b>2481</b>	<b>-0.38</b>	<b>-0.21</b>	<b>-0.27</b>	<b>-1.28</b>
54	(199, 289)	8435	-0.73	-0.30	-0.22	-1.793
55	<b>(182, 290)</b>	<b>1654</b>	<b>-0.06</b>	<b>0.25</b>	<b>0.61</b>	<b>-1.82</b>
56	<b>(154, 296)</b>	<b>2611</b>	<b>-0.26</b>	<b>-0.06</b>	<b>-0.11</b>	<b>-1.33</b>

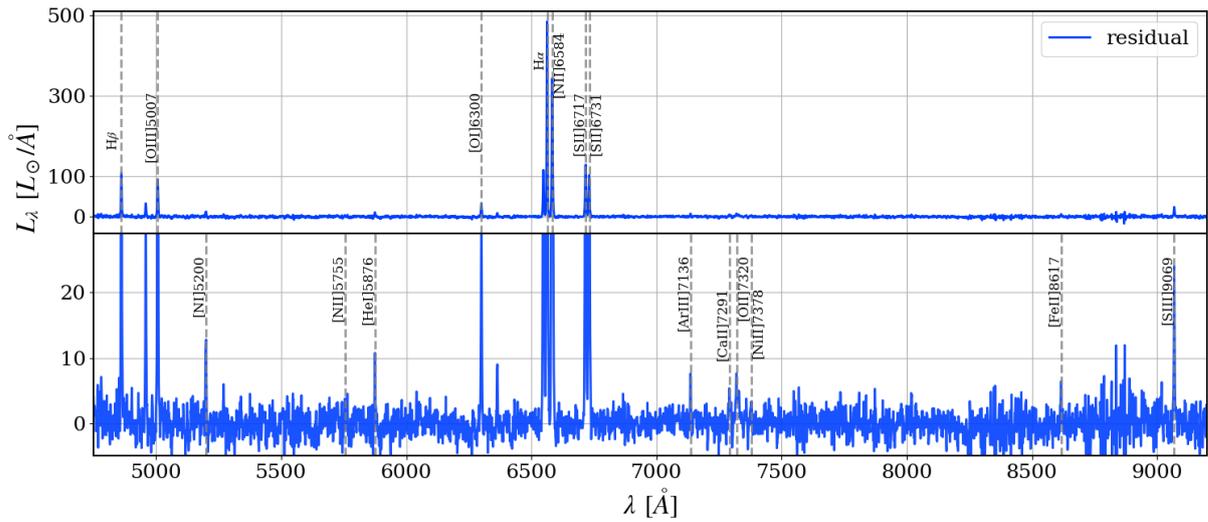


Figura 5.15: Espectro médio das 24 candidatas que possuem  $[S II]/H\alpha > 0.4$ .

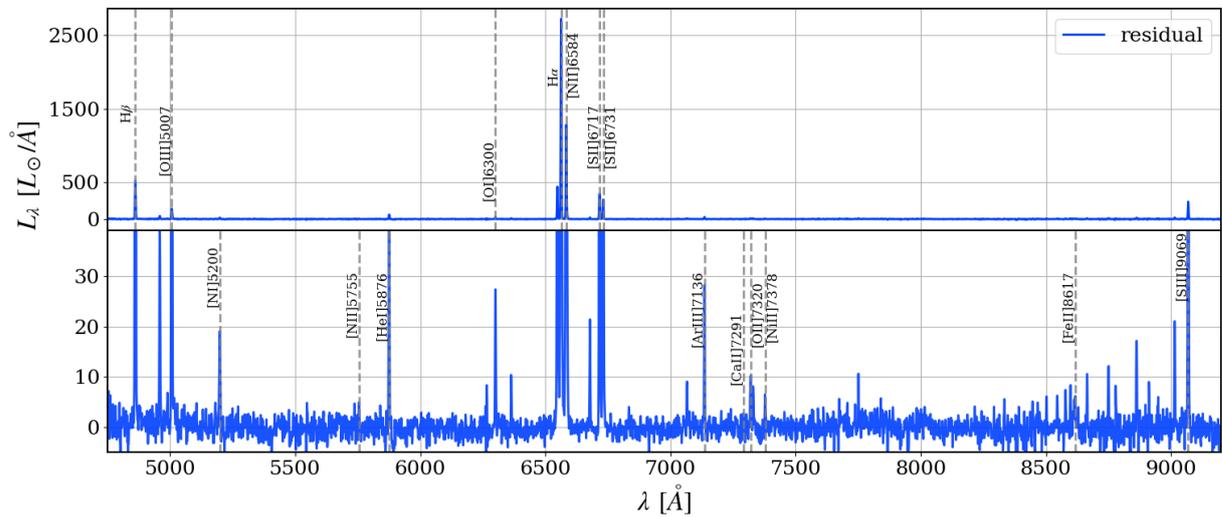


Figura 5.16: Espectro médio das 25 candidatas que estão na região entre a linha  $[S II]/H\alpha = 0.4$  e a linha de Kopsacheili no diagrama  $[N II]/H\alpha \times [S II]/H\alpha$ .

## 6 Conclusão e Perspectivas Futuras

Vamos finalizar a dissertação com um resumo do que fizemos no decorrer do trabalho, destacando os principais pontos discutidos e analisados durante o seu desenvolvimento, incluindo nossas considerações finais. Expomos também alguns detalhes que devem ser aprimorados e comentamos sobre perspectivas futuras, apresentando resultados preliminares dessa mesma aplicação para outras galáxias do MUSE.

### 6.1 Resumo do trabalho

O objetivo principal do trabalho foi detectar SNRs na galáxia NGC 289. Fizemos isso a partir da aplicação da Tomografia PCA no cubo de dados MUSE da galáxia, combinada com uma análise mais tradicionais baseadas em razões de linhas de emissão (diagramas de diagnóstico), seguindo a metodologia de [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#).

Desde a obtenção do cubo até o resultado da amostra final de SNRs, passamos por diversas etapas envolvendo o processamento dos dados, aplicação e análise da tomografia PCA, além da utilização de funções e de métodos para visualmente identificarmos e analisarmos as candidatas a SNRs.

Nas subseções [6.1.1](#), [6.1.2](#) e [6.1.3](#), iremos dar uma visão geral do desenvolvimento feito e resultados obtidos.

#### 6.1.1 Processamento inicial (capítulo 2)

Após definir a galáxia que seria utilizada para este trabalho, nossa primeira etapa consistiu em fazer o processamento do seu cubo de dados. Em posse das informações observacionais, aplicamos o STARLIGHT (com exemplos do ajuste na [Figura 2.4](#)), o PYCASSO e o DOBBY ao cubo de dados da galáxia. No [Capítulo 2](#) nós apresentamos alguns resultados que foram derivados dessas três aplicações.

Esses resultados serviram para conhecermos melhor a estrutura da galáxia, com informações típicas de propriedades estelares como mapas da idade média, da extinção galáctica e densidade de massa ([Figura 2.6](#)), e da cinemática, com mapa da velocidade e dispersão de velocidades estelares ([Figura 2.7](#)). Apresentamos também mapas com informações específicas para este trabalho, como os que mostram os fluxos das linhas de emissão  $H\beta$ ,  $[O III]5007$ ,  $H\alpha$ ,  $[N II]6584$ ,  $[S II]6717$ ,  $[S II]6731$  e  $[O I]6300$  ([Figuras 2.8](#), [2.9](#) e [2.10](#)). Essas linhas foram

constantemente utilizadas no decorrer do trabalho, tanto na aplicação da PCA quanto na análise das candidatas detectadas, principalmente em diagramas de diagnóstico.

### 6.1.2 SNRs e Tomografia PCA (capítulos 3 e 4)

Historicamente as SNRs eram detectadas a partir da inspeção visual da imagem da galáxia na razão  $[S II]/H\alpha$ , onde se detectavam fontes onde o valor de  $[S II]$  fosse mais elevado. Percebeu-se que as SNRs regularmente apresentam  $[S II]/H\alpha > 0.4$ , e esse ficou conhecido como o critério clássico de separação de SNRs das regiões H II. No entanto, vários estudos observacionais revisados no capítulo 3 indicam que esse critério é demasiado exigente/conservador, no sentido de que ele parece excluir fontes genuinamente associadas a SNRs. Trabalhos mais recentes, com destaque para o de [Kopsacheili et al. \[2020\]](#), revisado na §3.2.2, oferecem critérios alternativos mais inclusivos para a identificação de SNRs a partir de suas linhas de emissão no óptico.

[Cid Fernandes et al. \[2021\]](#) apresentaram uma amostra de SNRs obtidas com uma técnica bem menos ortodoxa: a Tomografia PCA. A partir da aplicação da PCA na galáxia NGC 4030, [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#) detectaram alguns objetos não identificados no tomograma da PC2. Complementando a análise com diagramas de diagnóstico, incluindo tanto o critério clássico de  $[S II]/H\alpha > 0.4$  quanto os propostos por [Kopsacheili et al. \[2020\]](#), concluiu-se que se tratavam de SNRs

Foi isso então que fizemos neste trabalho para a NGC 289. No capítulo 4 aplicamos a tomografia PCA na NGC 289 e, coincidentemente, a PC2 (Figura 4.4) se mostrou muito semelhante à PC2 da NGC 4030 (Figura 3.12), o que nos levou a aprofundarmos o estudo e analisar se as fontes não identificadas na NGC 289 também seriam SNRs. Utilizamos vários outros métodos para corroborar com o diagnóstico e no capítulo 5 concluímos que, sim, muitas das fontes detectadas com a PCA são SNRs.

Temos então que mais uma das utilizações da Tomografia PCA é detectar SNRs. Sendo assim, nada mais justo que continuarmos aplicando essa técnica para outras galáxias.

### 6.1.3 Nossa amostra de SNRs e comparações (capítulo 5)

A partir primeira detecção de fontes no tomograma 2 (Figura 5.2) vimos que muitas candidatas estavam próximas das bordas ou do núcleo, então mascaramos essas regiões e ainda ficamos com 73 candidatas (como visto na Figura 5.3). Porém algumas dessas 73 fontes não

eram adequadas, já que não seria possível isolá-las corretamente para extrair seus espectros, então aplicamos um critério de remoção (explicado na subseção 5.2.1) e seguimos com uma amostra 56 de candidatas.

Fizemos algumas análises nas 56 candidatas, utilizando os diagramas de razões de linhas:  $[O\ III]/H\beta \times [N\ II]/H\alpha$  e  $[S\ II]/H\alpha \times [N\ II]/H\alpha$  (ambos na Figura 5.10, sendo este último o principal. A partir do diagrama  $[S\ II]/H\alpha \times [N\ II]/H\alpha$  verificamos se cada candidata cumpria ou não os critérios de  $[S\ II]/H\alpha > 0.4$  e os de Kopsacheili et al. [2020], comentados na seção 3.2. Dividimos então nossa amostra em três grupos: ótimas, boas e ruins. As 7 fontes analisadas como ‘ruins’ foram removidas das análises seguintes.

Fizemos também uma análise utilizando a linha de  $[O\ I]6300$  (seção §5.4). Porém essa é uma linha de difícil detecção e nem todas as fontes apresentaram uma medida confiável de  $[O\ I]$ ; mesmo assim ainda conseguimos utilizar 33 das 56 candidatas. Colocamos essas fontes em diagramas de  $[O\ I]/H\alpha \times [S\ II]/H\alpha$ ,  $[O\ I]/H\alpha \times [O\ III]/H\beta$  e  $[N\ II]/H\alpha \times [O\ I]/H\alpha$  (Figuras 5.12 e 5.14), e constatamos que suas posições nesses diagramas corroboravam os resultados do nosso diagrama principal:  $[S\ II]/H\alpha \times [N\ II]/H\alpha$ .

Ao final nossa amostra ficou com 24 candidatas que muito provavelmente são SNRs e 25 candidatas com boas chances de serem SNRs. Algumas informações das candidatas são apresentadas na Tabela 5.1 e apêndices A e B.

Essa nossa amostra de 56 candidatas foi detectada usando critério de  $PC2 > 30L_{\odot}/\text{pixel}$  no processo de detecção de fontes  $\sim$  pontuais (não resolvidas). Ao aumentarmos esse limite mínimo vemos uma boa diferença na quantidade. Com  $PC2 > 50L_{\odot}/\text{pixel}$  apenas 10 das melhores e 11 das boas candidatas são identificadas. Já com a  $PC2 > 100L_{\odot}$  são somente 3 ótimas e 3 boas fontes. Esta é uma considerável diferença com respeito ao trabalho de Cid Fernandes et al. [2021], que construiu, na galáxia NGC 4030, sua melhor amostra com 59 candidatas em que  $PC2 > 100L_{\odot}$ , além de mais 40 boas fontes com a  $PC2 > 50L_{\odot}$ . Outro ponto que a galáxia NGC 289 não nos proporcionou foi a detecção de alguma fonte ‘escandalosa’, como a identificada na galáxia NGC 4030.

## 6.2 *Perspectivas*

Finalizamos então com comentários sobre aspectos que devem ser melhor explorados em futuros trabalhos, além de mostrar nossa análise (em andamento) para outras galáxias do MUSE.

### 6.2.1 Aprimoramento da técnica

Pelo resultado final da dissertação concluímos que a Tomografia PCA realmente é uma boa técnica para se detectar SNRs, porém alguns problemas foram encontrados no decorrer da nossa análise. Alguns dos problemas foram:

*i - Detecções aleatórias na PC2:* ao aplicarmos o DAOSTarFinder no tomograma 2 foram encontradas 138 fontes com  $PC2 > 30L_{\odot}$ , entretanto a maioria delas estava na região central ou muito próximas das bordas, além de casos que visualmente não indicavam fontes pontuais e sim uma área homogênea. Cabe então a inclusão de outros critérios que ajudem a refinar a detecção, de modo que apenas as fontes pontuais visíveis (no tomograma 2) sejam marcadas.

*ii - Background muito luminoso e inomogêneo:* Após a identificação das candidatas também encontramos um contratempo na hora de isolar algumas dessas fontes. A partir de cada fonte fixamos um anel de raios de 4 e 6 pixels, com o objetivo de estimar o fluxo por pixel do background e remover aqueles com muita intensidade. Nesse processo foram excluídas 17 candidatas, porém idealmente essas 17 fontes não deveriam ter sido detectadas, e esse é outro ponto que merece um aprimoramento.

Apesar desses imprevistos, conseguimos remover os casos que não deveriam ter sido contabilizados. Algo interessante mas que não fizemos nesse trabalho foi medir a largura das linhas nos espectros extraídos das fontes. Segundo os trabalhos de [Blair and Long \[1997, 2004\]](#) e [Winkler et al. \[2023\]](#), essa seria uma boa informação adicional para complementar as análises realizadas. Então para futuros trabalhos cabe um aprimoramento no código, de modo a otimizar a detecção das fontes e estudá-las com mais recursos. Outro ponto que pode ser implementado para trabalhos futuros é a busca das nossas candidatas em mapas de raios-X e de rádio.

### 6.2.2 Experimentos iniciais com outras galáxias

Também começamos a analisar outras galáxias, da mesma forma que fizemos com a NGC 289, ou seja, com o processamento do cubo de dados pelo STARLIGHT e DOBBY, seguida pela correção do rest-frame, aplicação de máscaras espaciais em estrelas e a aplicação da PCA. Ao todo conferimos as galáxias: NGC 1566, NGC 2466, NGC 3256, NGC 4603, NGC 7130 e

NGC 7582, e as que apresentaram um resultado parecido na PC2 com a NGC 289 e NGC 4030 [Cid Fernandes et al. \[2021\]](#) foram a NGC 1566 e NGC 4603. Abaixo apresentamos alguns resultados preliminares obtidos para NGC 1566.

NGC 1566 é uma galáxia espiral barrada (SABbc) a 22 Mpc de distância. Seu cubo de dados também foi baixado a partir do portal ESO e ele conta com 325 por 319 pixels espaciais, cobrindo de 4750 a 9351 Å. De acordo com o NASA Extragalactic Database a galáxia está a uma distância de  $\sim 22.03$  Mpc e possui, segundo o header,  $\text{FWHM} = 0.96''$ .

Os resultados da PCA podem ser vistos na Figura 6.1, onde apresentamos os autoespectros e tomogramas correspondentes às três primeiras PC's, além do espectro médio da galáxia (linha tracejada preta). Analisando o autoespectro da PC2 da galáxia NGC 1566 percebemos que ele é muito semelhante aos resultados da NGC 4030 (Figura 3.12) e da NGC 289 (Figura 4.4), ou seja, exibe o mesmo excesso de linhas proibidas com relação as linhas de recombinação, nos dando indícios de possíveis SNRs. Prosseguimos então a análise com a detecção de fontes no tomograma 2, como feito na seção §5.1, definindo um FWHM de 4 pixels e limite de  $T = 50 L_{\odot}$  por pixel. A Figura 6.2 mostra o resultado dessa detecção. Na PC2 podemos ver a presença de diversas fontes pontuais (vermelhas na Figura) pela galáxia, assim como acontece com a NGC 289 (Figura 5.3). Logo, a NGC 1566 parece ser uma galáxia muito promissora para a presença de SNRs, sendo válida uma melhor análise nas suas fontes.

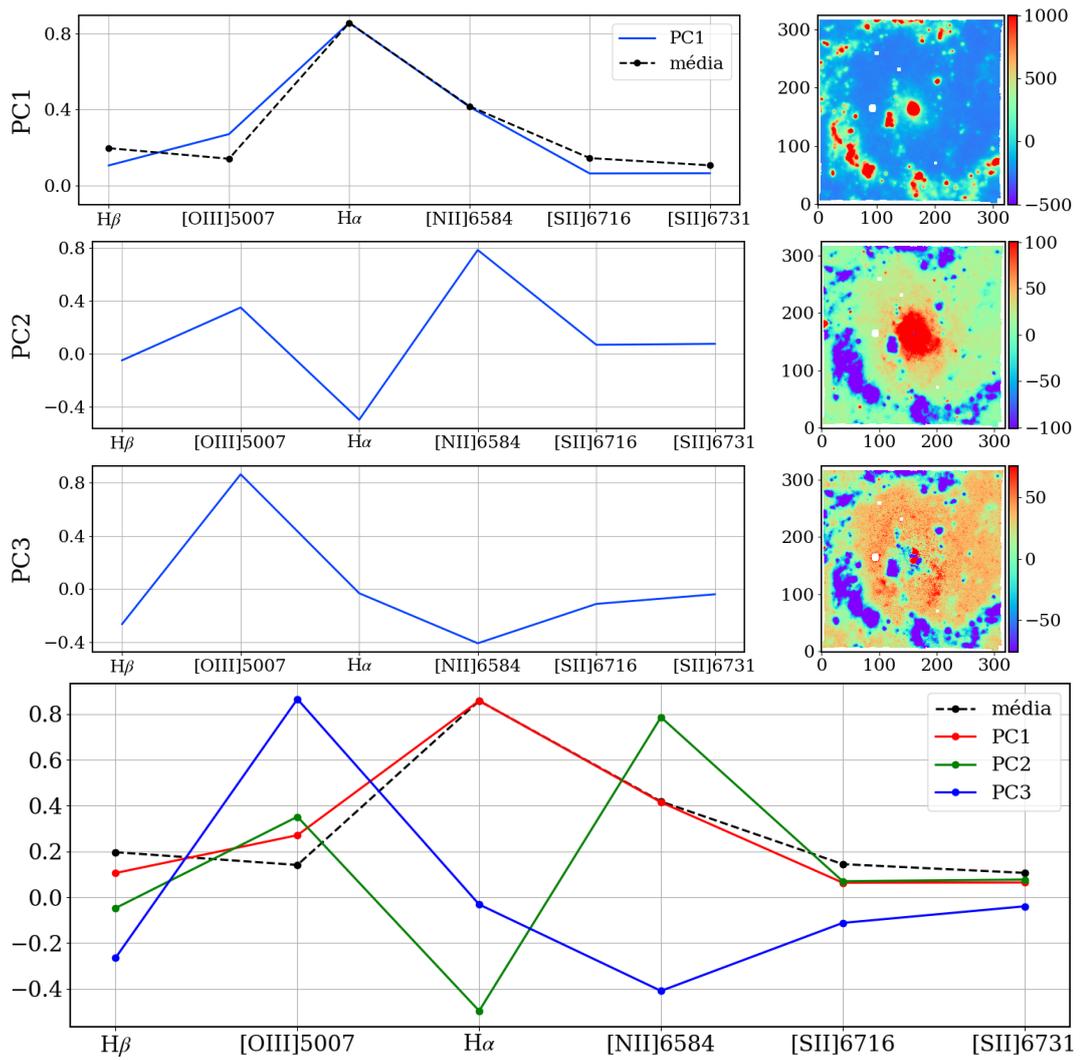


Figura 6.1: Primeiros três autoespectros da PCA dos fluxos das linhas de emissão da galáxia NGC 1566. A linha preta tracejada mostra o espectro médio reescalado para ter norma unitária.

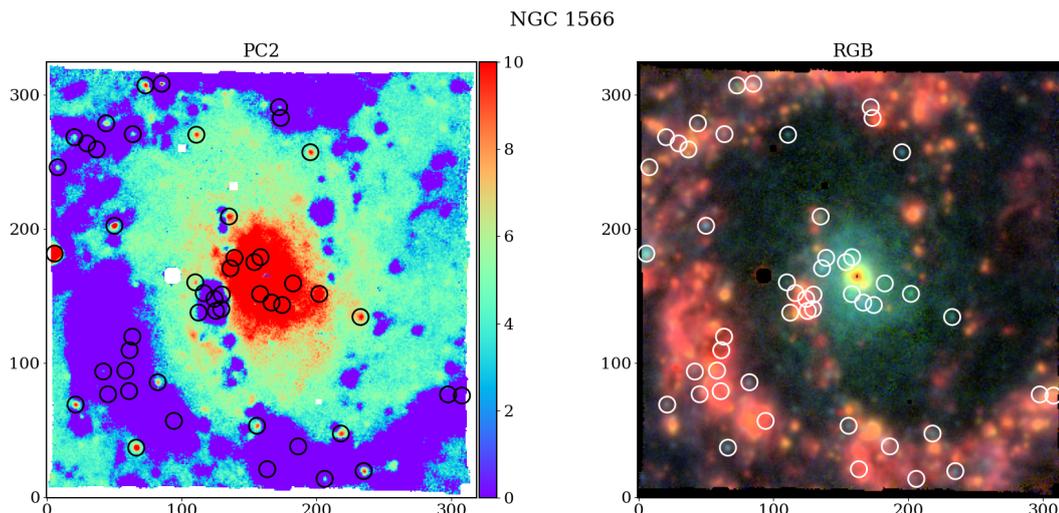


Figura 6.2: As Figuras mostram o tomograma 2 e uma composição RGB (como na Figura 2.11) da galáxia NGC 1566, em cada painel os círculos marcam todas as fontes detectadas com limites  $PC2 > 50 L_{\odot}$ , respectivamente. A escala do tomograma 2 está em  $\sqrt{PC2}$  para fins de visualização.

## Referências

- R. Bacon, M. Accardo, L. Adjali, H. Anwand, S. Bauer, I. Biswas, J. Blaizot, D. Boudon, S. Brau-Nogue, J. Brinchmann, P. Caillier, L. Capoani, C. M. Carollo, T. Contini, P. Couderc, E. Daguisé, S. Deiries, B. Delabre, S. Dreizler, J. Dubois, M. Dupieux, C. Dupuy, E. Emsellem, T. Fechner, A. Fleischmann, M. François, G. Gallou, T. Gharsa, A. Glindemann, D. Gobjak, B. Guiderdoni, G. Hansali, T. Hahn, A. Jarno, A. Kelz, C. Koehler, J. Kosmalski, F. Laurent, M. Le Floch, S. J. Lilly, J. L. Lizon, M. Loupiau, A. Manescau, C. Monstein, H. Nicklas, J. C. Olaya, L. Pares, L. Pasquini, A. Pécontal-Rousset, R. Pelló, C. Petit, E. Popow, R. Reiss, A. Remillieux, E. Renault, M. Roth, G. Rupprecht, D. Serre, J. Schaye, G. Soucail, M. Steinmetz, O. Streicher, R. Stuik, H. Valentin, J. Vernet, P. Weilbacher, L. Wisotzki, and N. Yerle. The MUSE second-generation VLT instrument. In *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III*, volume 7735, page 773508. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 2010.
- J. A. Baldwin, M. M. Phillips, and R. Terlevich. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 93: 5–19, 1981.
- J. K. Barrera-Ballesteros, S. F. Sánchez, C. Espinosa-Ponce, C. López-Cobá, L. Carigi, A. Z. Lugo-Aranda, E. Lacerda, G. Bruzual, H. Hernandez-Toledo, N. Boardman, N. Drory, R. R.

- Lane, and J. R. Brownstein. SDSS-IV MaNGA: The Radial Distribution of Physical Properties within Galaxies in the Nearby Universe. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 58:213–258, 2023.
- W. P. Blair and K. S. Long. Identification of Supernova Remnants in the Sculptor Group Galaxies NGC 300 and NGC 7793. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 108:261–277, 1997.
- W. P. Blair and K. S. Long. An Optical Survey of Supernova Remnants in M83. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 155:101–121, 2004.
- K. Bundy, M. A. Bershadsky, D. R. Law, R. Yan, N. Drory, N. MacDonald, D. A. Wake, B. Cherinka, J. R. Sánchez-Gallego, A.-M. Weijmans, D. Thomas, C. Tremonti, K. Masters, L. Coccato, A. M. Diamond-Stanic, A. Aragón-Salamanca, V. Avila-Reese, C. Badenes, J. Falcón-Barroso, F. Belfiore, D. Bizyaev, G. A. Blanc, J. Bland-Hawthorn, M. R. Blanton, J. R. Brownstein, N. Byler, M. Cappellari, C. Conroy, A. A. Dutton, E. Emsellem, J. Etherington, P. M. Frinchaboy, H. Fu, J. E. Gunn, P. Harding, E. J. Johnston, G. Kauffmann, K. Kinemuchi, M. A. Klaene, J. H. Knapen, A. Leauthaud, C. Li, L. Lin, R. Maiolino, V. Malanushenko, E. Malanushenko, S. Mao, C. Maraston, R. M. McDermid, M. R. Merrifield, R. C. Nichol, D. Oravetz, K. Pan, J. K. Parejko, S. F. Sanchez, D. Schlegel, A. Simmons, O. Steele, M. Steinmetz, K. Thanjavur, B. A. Thompson, J. L. Tinker, R. C. E. van den Bosch, K. B. Westfall, D. Wilkinson, S. Wright, T. Xiao, and K. Zhang. Overview of the SDSS-IV MaNGA Survey: Mapping nearby Galaxies at Apache Point Observatory. *The Astrophysical Journal*, 798:7–30, 2015.
- J. A. Cardelli, G. C. Clayton, and J. S. Mathis. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. *The Astrophysical Journal*, 345:245–256, 1989.
- R. A. Chevalier. The Evolution of Supernova Remnants. Spherically Symmetric Models. *The Astrophysical Journal*, 188:501–516, 1974.
- R. Cid Fernandes, A. Mateus, L. Sodré, G. Stasińska, and J. M. Gomes. Diffuse ionized gas and its effects on nebular metallicity estimates of star-forming galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 358(2):363–378, 2005.
- R. Cid Fernandes, E. Pérez, R. García-Benito, R. M. González-Delgado, A. L. de Amorim, S. F. Sánchez, B. Husemann, J. Falcón Barroso, P. Sánchez-Blázquez, C. J. Walcher, and D. Mast.

- Resolving galaxies in time and space. I. Applying STARLIGHT to CALIFA datacubes. *Astronomy & Astrophysics*, 557:A86, 2013.
- R. Cid Fernandes, R. M. González Delgado, R. García Benito, E. Pérez, A. L. de Amorim, S. F. Sánchez, B. Husemann, J. Falcón Barroso, R. López-Fernández, P. Sánchez-Blázquez, N. Vale Asari, A. Vazdekis, C. J. Walcher, and D. Mast. Resolving galaxies in time and space. II. Uncertainties in the spectral synthesis of datacubes. *Astronomy & Astrophysics*, 561:A130, 2014.
- R. Cid Fernandes, M. S. Carvalho, S. F. Sánchez, A. d. Amorim, and D. Ruschel-Dutra. Detection of supernova remnants in NGC 4030. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 502:1386–1400, 2021.
- E. Congiu, Blanc, Guillermo A., Belfiore, Francesco, Santoro, Francesco, Scheuermann, Fabian, Kreckel, Kathryn, Emsellem, Eric, Groves, Brent, Pan, Hsi-An, Bigiel, Frank, Dale, Daniel A., Glover, Simon C. O., Grasha, Kathryn, Egorov, Oleg V., Leroy, Adam, Schinnerer, Eva, Watkins, Elizabeth J., and Williams, Thomas G. PHANGS-MUSE: Detection and Bayesian classification of 40000 ionised nebulae in nearby spiral galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, 672, 2023.
- A. L. de Amorim, R. García-Benito, R. Cid Fernandes, C. Cortijo-Ferrero, R. M. Gonzalez-Delgado, E. A. D. Lacerda, R. López Fernández, E. Pérez, and N. Vale Asari. The PyCASSO database: Spatially resolved stellar population properties for CALIFA galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 471:3727–3752, 2017.
- C. de Sá-Freitas, D. A. Gadotti, F. Fragkoudi, L. Coccato, P. Coelho, A. de Lorenzo-Cáceres, J. Falcón-Barroso, T. Kolcu, I. Martín-Navarro, J. Mendez-Abreu, J. Neumann, P. S. Blázquez, M. Querejeta, and G. van de Ven. Disc galaxies are still settling: Discovery of the smallest nuclear discs and their young stellar bars. *Astronomy & Astrophysics*, 678:A202, 2023.
- S. Dodorico, P. Benvenuti, and F. Sabbadin. Supernova remnants in M33. *Astronomy & Astrophysics*, 63:63–68, 1978.
- S. Dodorico, M. A. Dopita, and P. Benvenuti. A catalogue of supernova remnant candidates in nearby galaxies. *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, 40:67–80, 1980.

- M. A. Dopita and R. S. Sutherland. *Astrophysics of the Diffuse Universe*. Springer, Berlin, 2003.
- E. Emsellem, E. Schinnerer, F. Santoro, F. Belfiore, I. Pessa, R. McElroy, G. A. Blanc, E. Congiu, B. Groves, I. T. Ho, K. Kreckel, A. Razza, P. Sanchez-Blazquez, O. Egorov, C. Faesi, R. S. Klessen, A. K. Leroy, S. Meidt, M. Querejeta, E. Rosolowsky, F. Scheuermann, G. S. Anand, A. T. Barnes, I. Bešlić, F. Bigiel, M. Boquien, Y. Cao, M. Chevance, D. A. Dale, C. Eibensteiner, S. C. O. Glover, K. Grasha, J. D. Henshaw, A. Hughes, E. W. Koch, J. M. D. Kruijssen, J. Lee, D. Liu, H.-A. Pan, J. Pety, T. Saito, K. M. Sandstrom, A. Schrubba, J. Sun, D. A. Thilker, A. Usero, E. J. Watkins, and T. G. Williams. The PHANGS-MUSE survey. Probing the chemo-dynamical evolution of disc galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, 659: A191, 2022.
- S. Erroz-Ferrer, M. C. Carollo, M. den Brok, M. Onodera, J. Brinchmann, R. A. Marino, A. Monreal-Ibero, J. Schaye, J. Woo, A. Cibinel, V. P. Debattista, H. Inami, M. Maseda, J. Richard, S. Tacchella, and L. Wisotzki. The MUSE Atlas of Disks (MAD): resolving star formation rates and gas metallicities on  $\lesssim 100$  pc scales. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 484:5009–5027, 2019.
- T. Z. Flórido. Análise de linhas de emissão em galáxias: o gás difuso ionizado nas galáxias do MaNGA, 2018.
- R. M. González Delgado, R. Cid Fernandes, R. García-Benito, E. Pérez, A. L. de Amorim, C. Cortijo-Ferrero, E. A. D. Lacerda, R. López Fernández, S. F. Sánchez, N. Vale Asari, J. Alves, J. Bland-Hawthorn, L. Galbany, A. Gallazzi, B. Husemann, S. Bekeraite, B. Jungwiert, A. R. López-Sánchez, A. de Lorenzo-Cáceres, R. A. Marino, D. Mast, M. Mollá, A. del Olmo, P. Sánchez-Blázquez, G. van de Ven, J. M. Vílchez, C. J. Walcher, L. Wisotzki, B. Ziegler, and CALIFA Collaboration. Insights on the Stellar Mass-Metallicity Relation from the CALIFA Survey. *The Astrophysical Journal Letters*, 791:L16, 2014.
- R. M. González Delgado, R. García-Benito, E. Pérez, R. Cid Fernandes, A. L. de Amorim, C. Cortijo-Ferrero, E. A. D. Lacerda, R. López Fernández, N. Vale-Asari, S. F. Sánchez, M. Mollá, T. Ruiz-Lara, P. Sánchez-Blázquez, C. J. Walcher, J. Alves, J. A. L. Aguerri, S. Bekeraité, J. Bland-Hawthorn, L. Galbany, A. Gallazzi, B. Husemann, J. Iglesias-Páramo, V. Kalinova, A. R. López-Sánchez, R. A. Marino, I. Márquez, J. Masegosa, D. Mast,

- J. Méndez-Abreu, A. Mendoza, A. del Olmo, I. Pérez, A. Quirrenbach, and S. Zibetti. The CALIFA survey across the Hubble sequence. Spatially resolved stellar population properties in galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, 581:A103, 2015.
- G. Kauffmann. A study of outer disc stellar populations of face-on star-forming galaxies in SDSS-IV MaNGA: causes of H $\alpha$  deficiency. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 506:4979–4992, 2021.
- G. Kauffmann, T. M. Heckman, C. Tremonti, J. Brinchmann, S. Charlot, S. D. M. White, S. E. Ridgway, J. Brinkmann, M. Fukugita, P. B. Hall, Ž. Ivezić, G. T. Richards, and D. P. Schneider. The host galaxies of active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 346(4):1055–1077, 2003.
- L. J. Kewley, M. A. Dopita, R. S. Sutherland, C. A. Heisler, and J. Trevena. Theoretical Modeling of Starburst Galaxies. *The Astrophysical Journal*, 556:121–140, 2001.
- M. Kopsacheili, A. Zezas, and I. Leonidaki. A diagnostic tool for the identification of supernova remnants. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 491(1):889–902, 2020.
- D. S. Mathewson and J. N. Clarke. Supernova Remnants in the Large Magellanic Cloud. *The Astrophysical Journal*, 180:725–738, 1973.
- D. S. Mathewson and J. R. Healey. Radio continuum emission from HII regions in the Magellanic Clouds. In *The Galaxy and the Magellanic Clouds*, pages 283–289, Canberra, 1964. Australian Academy of Science.
- E. R. Micelotta, M. Matsuura, and A. Sarangi. Dust in Supernovae and Supernova Remnants II: Processing and Survival. *Space Science Reviews*, 214(2):361–418, 2018.
- D. E. Osterbrock and G. J. Ferland. *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. University Science Books, Sausalito, 2006.
- E. Pérez, R. Cid Fernandes, R. M. González Delgado, R. García-Benito, S. F. Sánchez, B. Husemann, D. Mast, J. R. Rodón, D. Kupko, N. Backsmann, A. L. de Amorim, G. van de Ven, J. Walcher, L. Wisotzki, C. Cortijo-Ferrero, and CALIFA Collaboration. The Evolution of Galaxies Resolved in Space and Time: A View of Inside-out Growth from the CALIFA Survey. *The Astrophysical Journal Letters*, 764:L1, 2013.

- S. F. Sánchez. Spatially Resolved Spectroscopic Properties of Low-Redshift Star-Forming Galaxies. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 58:99–155, 2020.
- S. F. Sánchez, R. C. Kennicutt, A. Gil de Paz, G. van de Ven, J. M. Vílchez, L. Wisotzki, C. J. Walcher, D. Mast, J. A. L. Aguerri, S. Albiol-Pérez, A. Alonso-Herrero, J. Alves, J. Bakos, T. Bartáková, J. Bland-Hawthorn, A. Boselli, D. J. Bomans, A. Castillo-Morales, C. Cortijo-Ferrero, A. de Lorenzo-Cáceres, A. Del Olmo, R. J. Dettmar, A. Díaz, S. Ellis, J. Falcón-Barroso, H. Flores, A. Gallazzi, B. García-Lorenzo, R. González Delgado, N. Gruel, T. Haines, C. Hao, B. Husemann, J. Iglésias-Páramo, K. Jahnke, B. Johnson, B. Jungwiert, V. Kalinova, C. Kehrig, D. Kupko, Á. R. López-Sánchez, M. Lyubenova, R. A. Marino, E. Mármol-Queraltó, I. Márquez, J. Masegosa, S. Meidt, J. Mendez-Abreu, A. Monreal-Ibero, C. Montijo, A. M. Mourão, G. Palacios-Navarro, P. Papaderos, A. Pasquali, R. Peletier, E. Pérez, I. Pérez, A. Quirrenbach, M. Relaño, F. F. Rosales-Ortega, M. M. Roth, T. Ruiz-Lara, P. Sánchez-Blázquez, C. Sengupta, R. Singh, V. Stanishev, S. C. Trager, A. Vazdekis, K. Viironen, V. Wild, S. Zibetti, and B. Ziegler. CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. I. Survey presentation. *Astronomy & Astrophysics*, 538:A8, 2012.
- M. Sarzi, E. Iodice, L. Coccato, E. M. Corsini, P. T. de Zeeuw, J. Falcón-Barroso, D. A. Gadotti, M. Lyubenova, R. M. McDermid, G. van de Ven, K. Fahrion, A. Pizzella, and L. Zhu. Fornax3D project: Overall goals, galaxy sample, MUSE data analysis, and initial results. *Astronomy & Astrophysics*, 616:A121, 2018.
- L. Sedov. *Similarity and Dimensional Methods in Mechanics*. Academic Press, New York, 1959.
- G. Stasińska, R. Cid Fernandes, A. Mateus, L. Sodré, and N. Vale Asari. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies – III. How to distinguish AGN hosts. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 371(2):972–982, 2006.
- J. E. Steiner, R. B. Menezes, T. V. Ricci, and A. S. Oliveira. PCA Tomography: how to extract information from data cubes. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 395:64–75, 2009.
- N. Vale Asari, G. S. Couto, R. Cid Fernandes, G. Stasińska, A. L. de Amorim, D. Ruschel-Dutra, A. Werle, and T. Z. Flórido. Diffuse ionized gas and its effects on nebular metallicity

- estimates of star-forming galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 489 (4):4721–4733, 2019.
- N. Vale Asari, V. Wild, A. L. de Amorim, A. Werle, Y. Zheng, R. Kennicutt, B. D. Johnson, M. Galametz, E. W. Pellegrini, R. S. Klessen, S. Reissl, S. C. O. Glover, and D. Rahner. Less than the sum of its parts: the dust-corrected  $h\alpha$  luminosity of star-forming galaxies explored at different spatial resolutions with MaNGA and MUSE. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 498:4205–4221, 2020.
- M. Veron-Cetty and P. Veron. Study of a complete sample of galaxies. II. Spectroscopy of the nuclei. *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, 66:335–372, 1986.
- W. Walsh, L. Staveley-Smith, and T. Oosterloo. The Giant, Gas-Rich, Low-Surface-Brightness Galaxy NGC 289. *The Astrophysical Journal*, 113:1591–1606, 1997.
- B. E. Westerlund and D. S. Mathewson. Supernova Remnants in the Large Magellanic Cloud. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 131:371–381, 1966.
- P. F. Winkler, K. S. Long, and W. P. Blair. Supernova Remnants in the Irregular Galaxy NGC 4449. *The Astrophysical Journal*, 959:62–77, 2023.

## A Candidatas ótimas

Apêndice mostrando as 24 melhores candidatas à SNRs da nossa análise. Nas Figuras mostramos todas as fontes nos mapas de  $H\beta$ ,  $[O\ III]5007$ ,  $H\alpha$ ,  $[N\ II]6584$ ,  $[S\ II]6717$ ,  $[S\ II]6731$ , além do mapa da PC2 e no RGB da Figura 2.11. A escala de intensidade dos mapas varia de 1 a 99 percentil. Também apresentamos alguns espectros das candidatas: o espectro da fonte ( $r_{src} = 3.5$  pixels), o espectro do anel do background ( $r_{in} = 4$  e  $r_{out} = 6$  pixels) e o espectro residual (a fonte subtraída do background). As informações de cada candidata podem ser vistas na Tabela 5.1 no Capítulo 5.

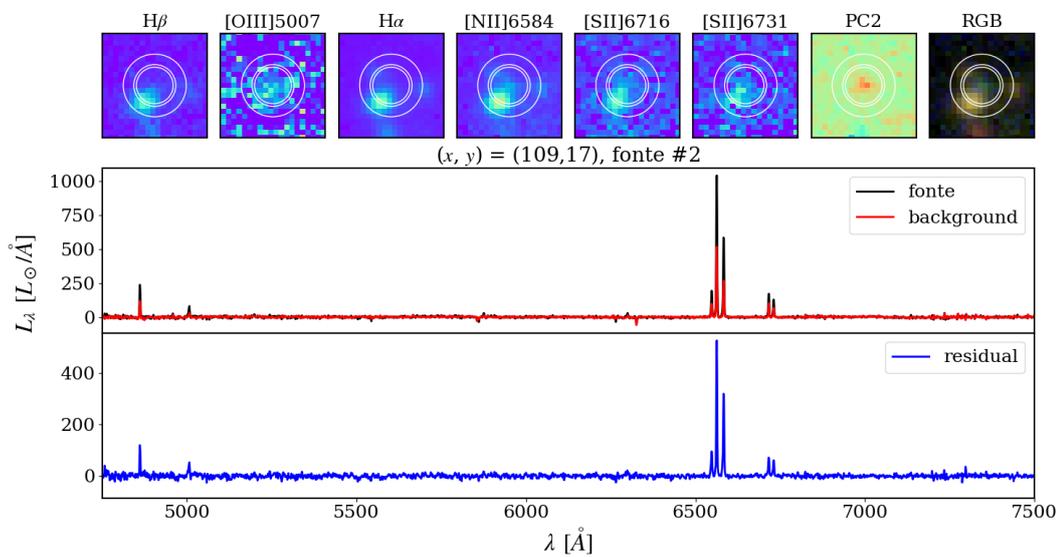


Figura A.1: Fonte #2.

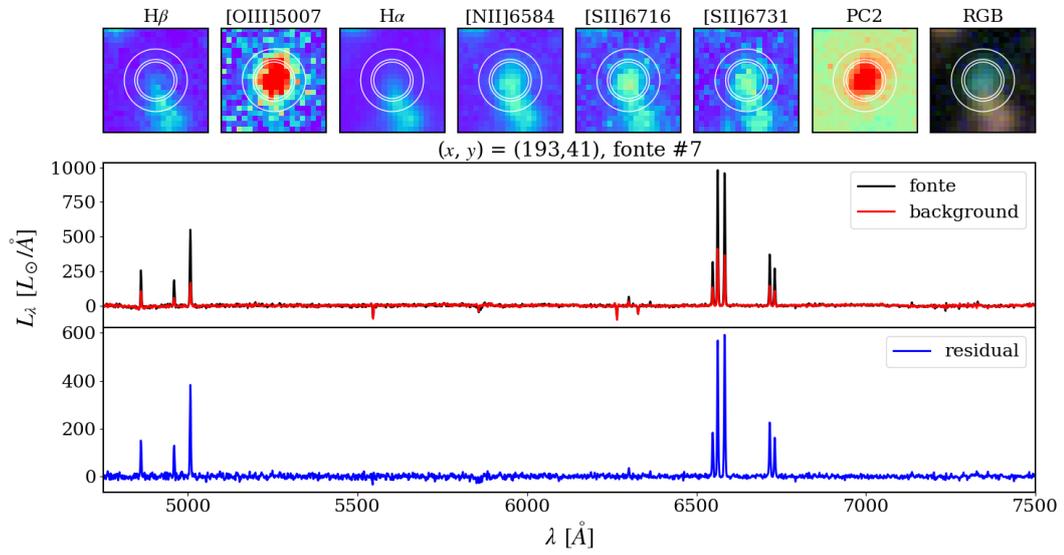


Figura A.2: Fonte #7.

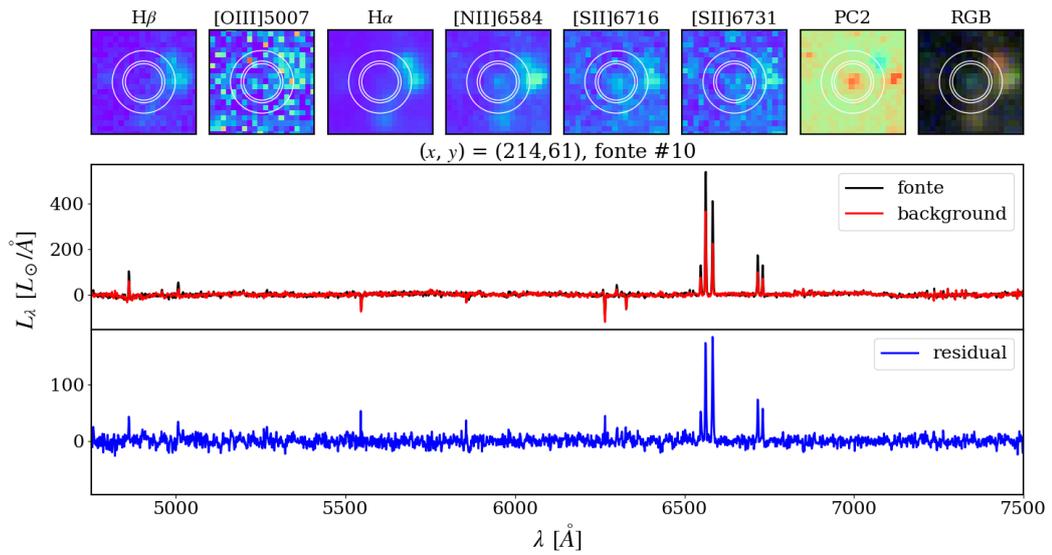


Figura A.3: Fonte #10.

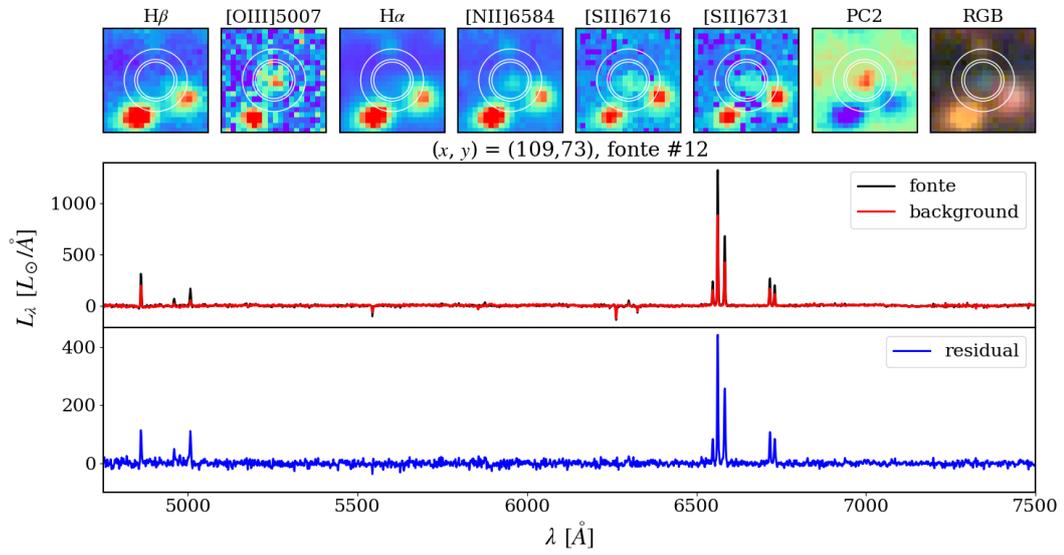


Figura A.4: Fonte #12.

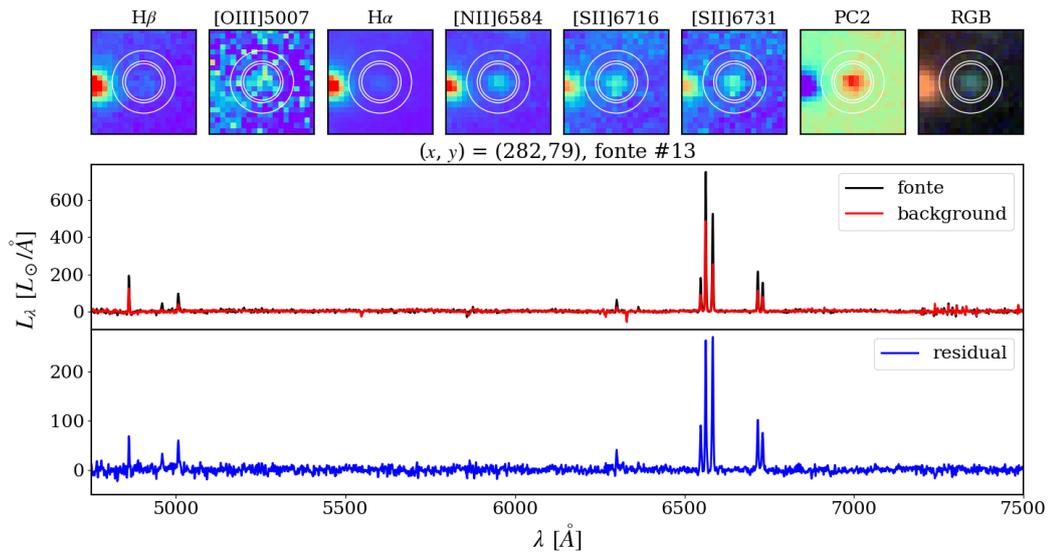


Figura A.5: Fonte #13.

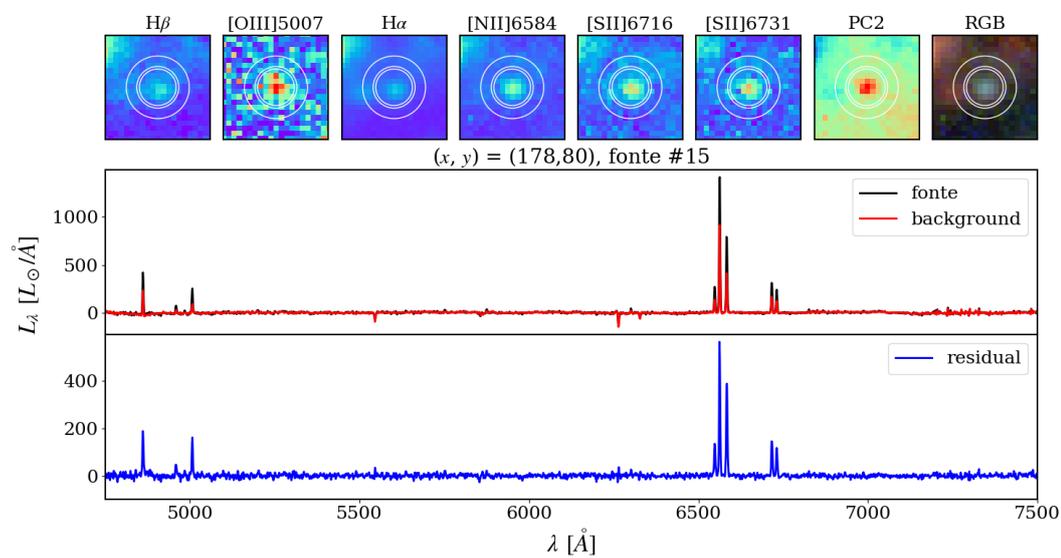


Figura A.6: Fonte #15.

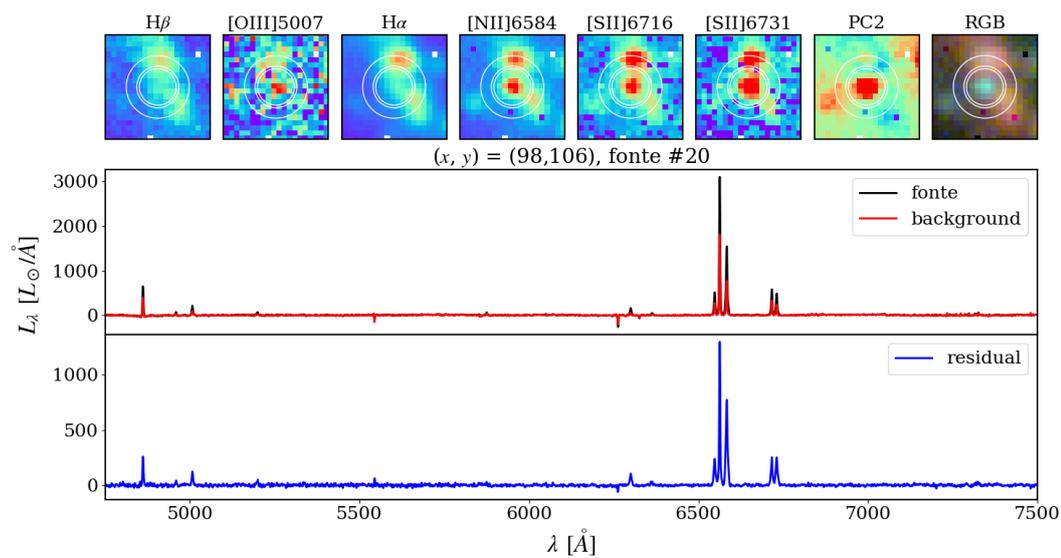


Figura A.7: Fonte #20.

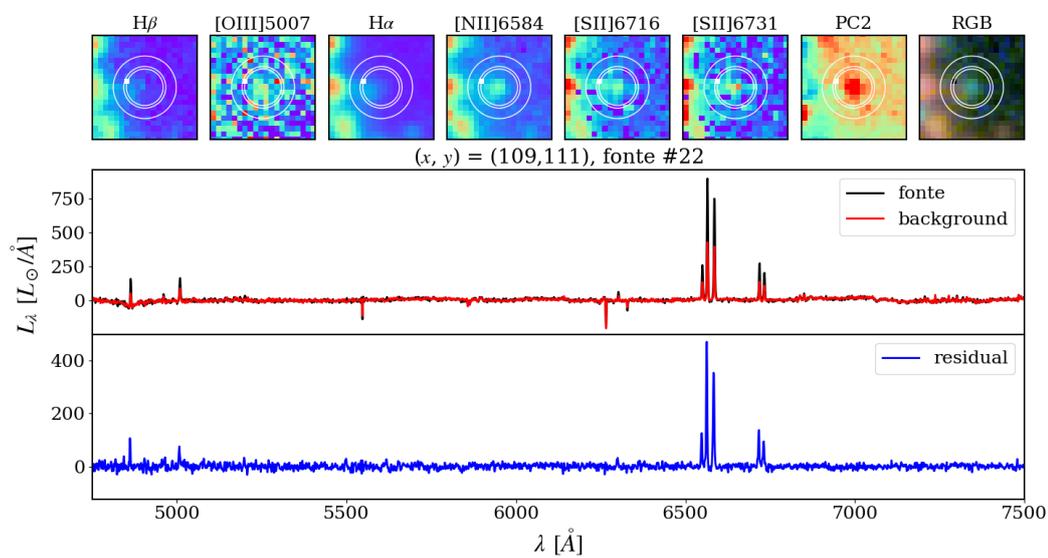


Figura A.8: Fonte #22.

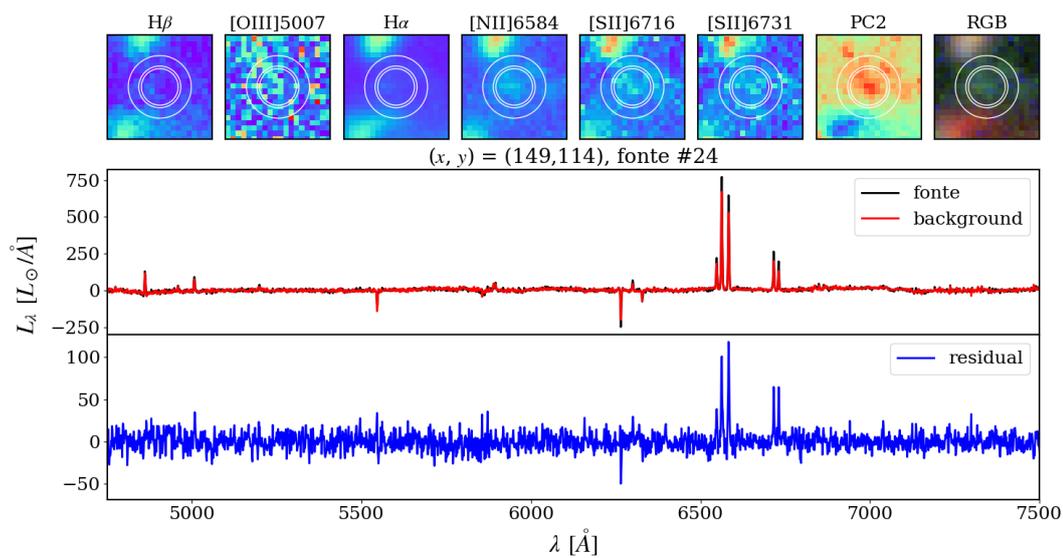


Figura A.9: Fonte #24.

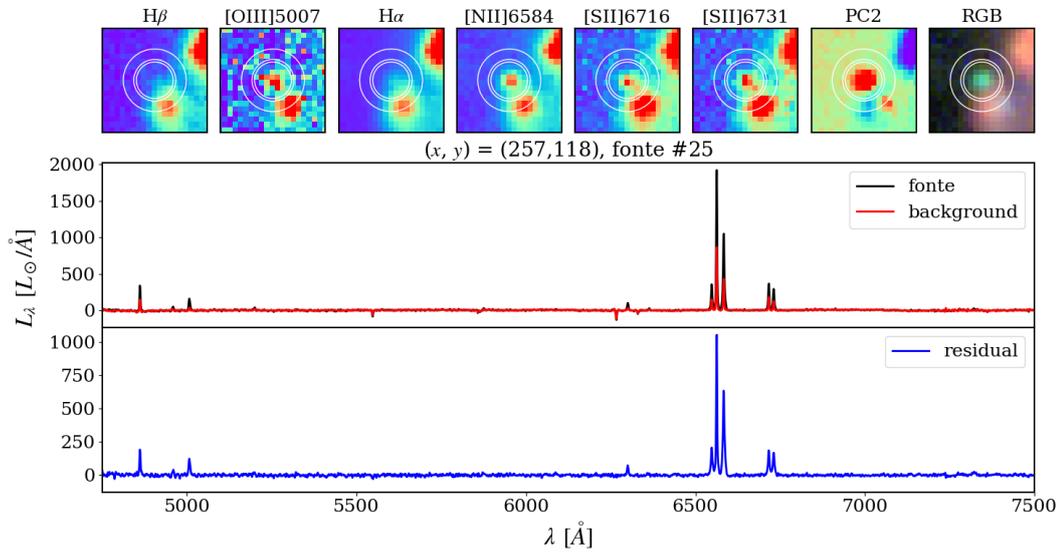


Figura A.10: Fonte #25.

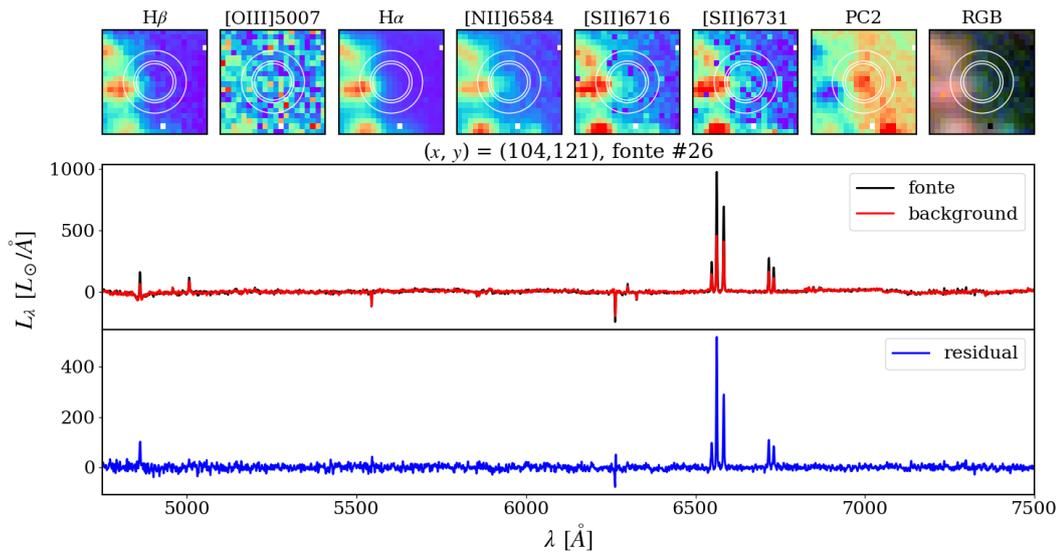


Figura A.11: Fonte #26.

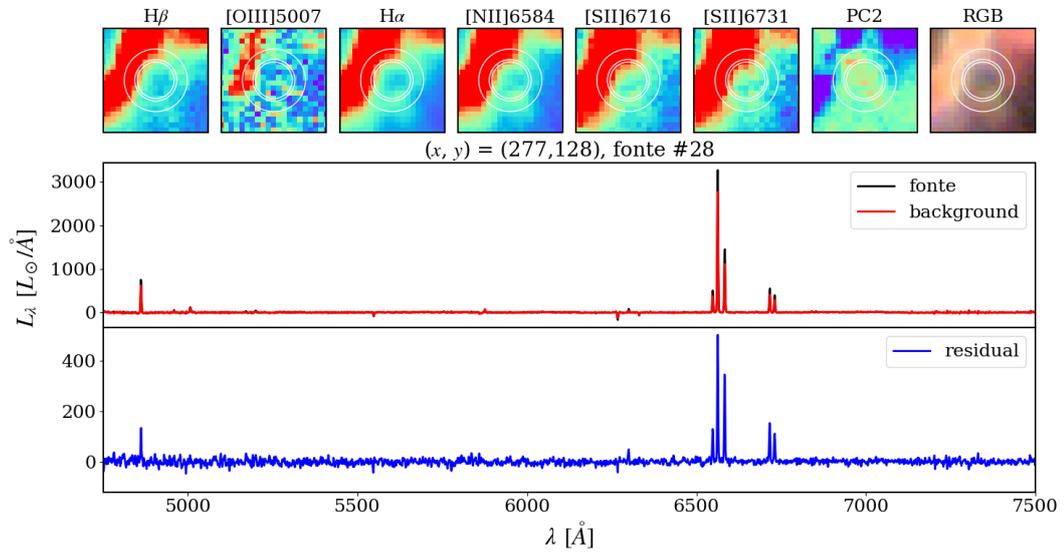


Figura A.12: Fonte #28.

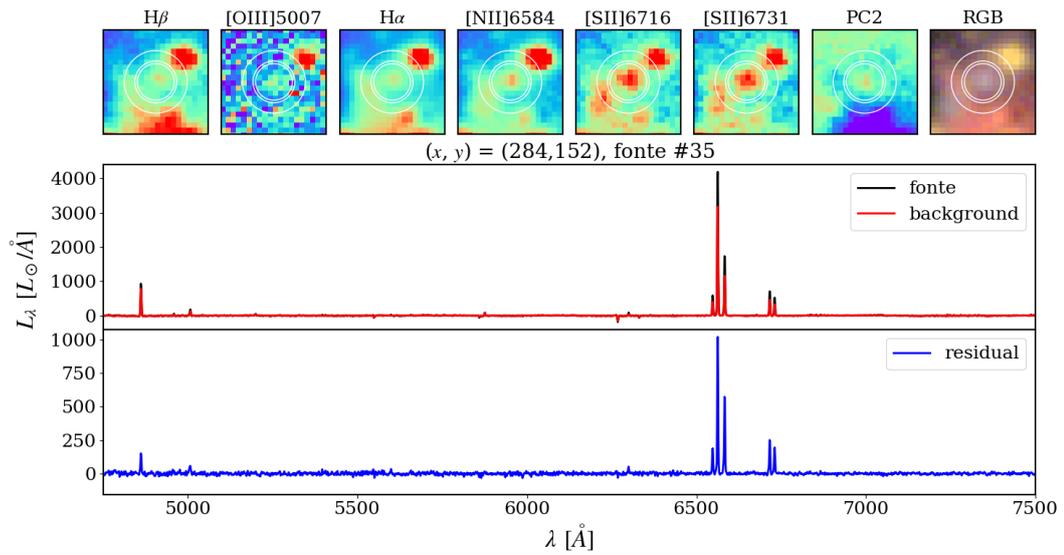


Figura A.13: Fonte #35.

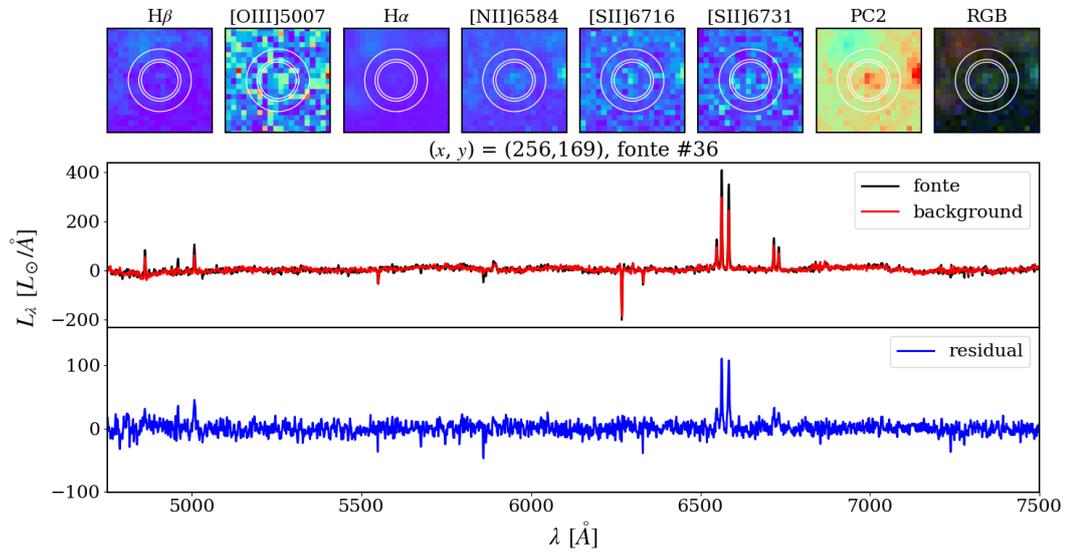


Figura A.14: Fonte #36.

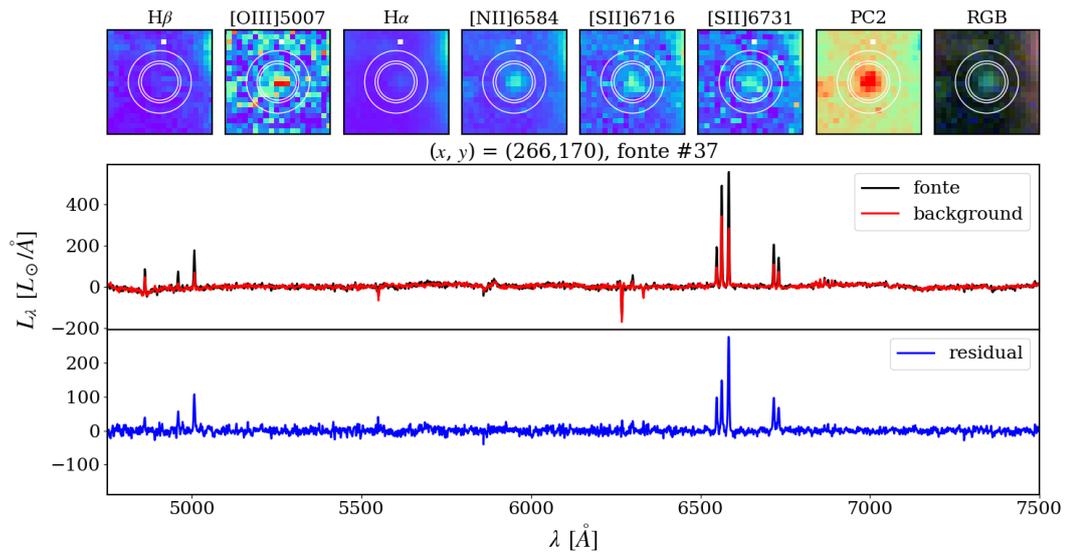


Figura A.15: Fonte #37.

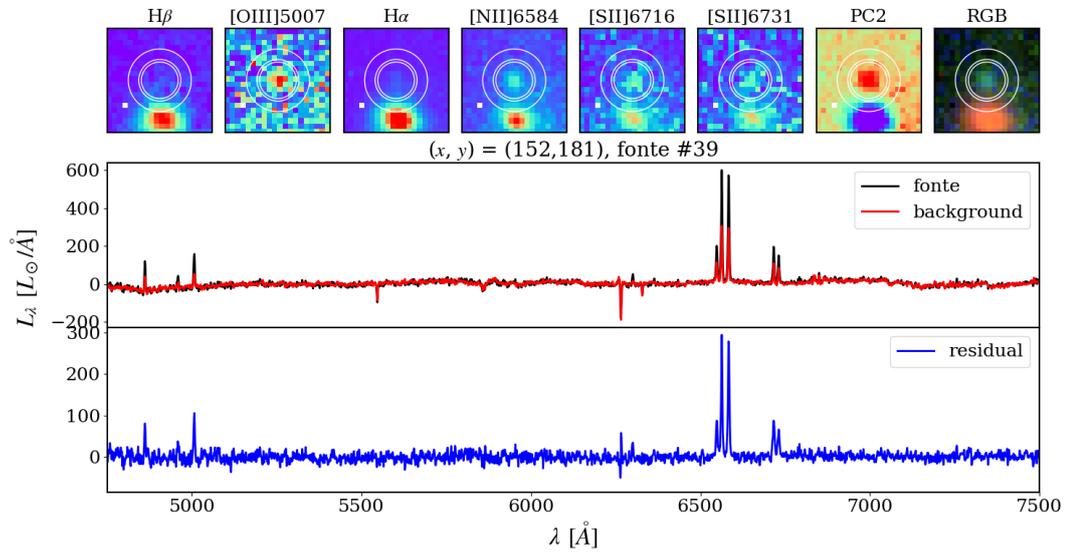


Figura A.16: Fonte #39.

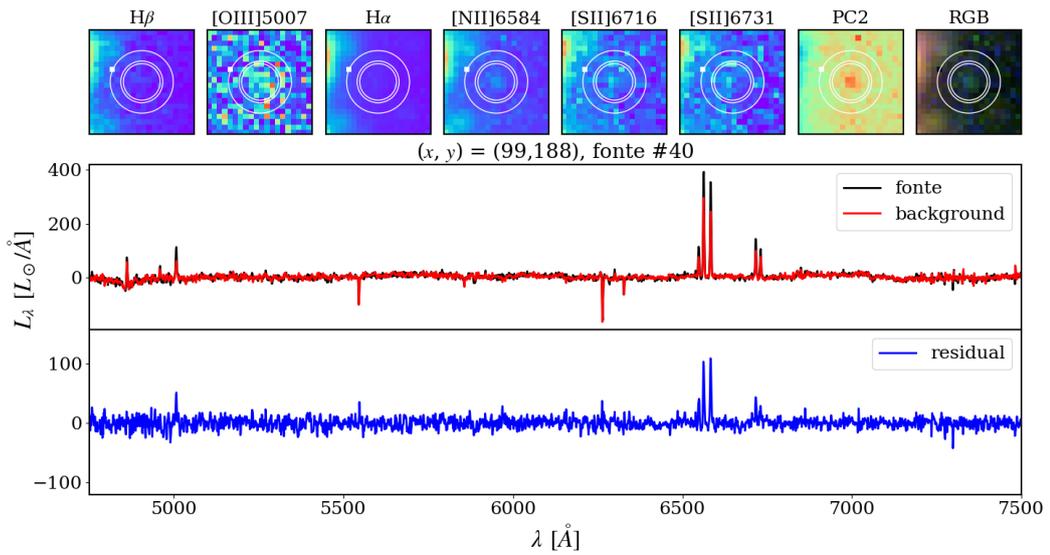


Figura A.17: Fonte #40.

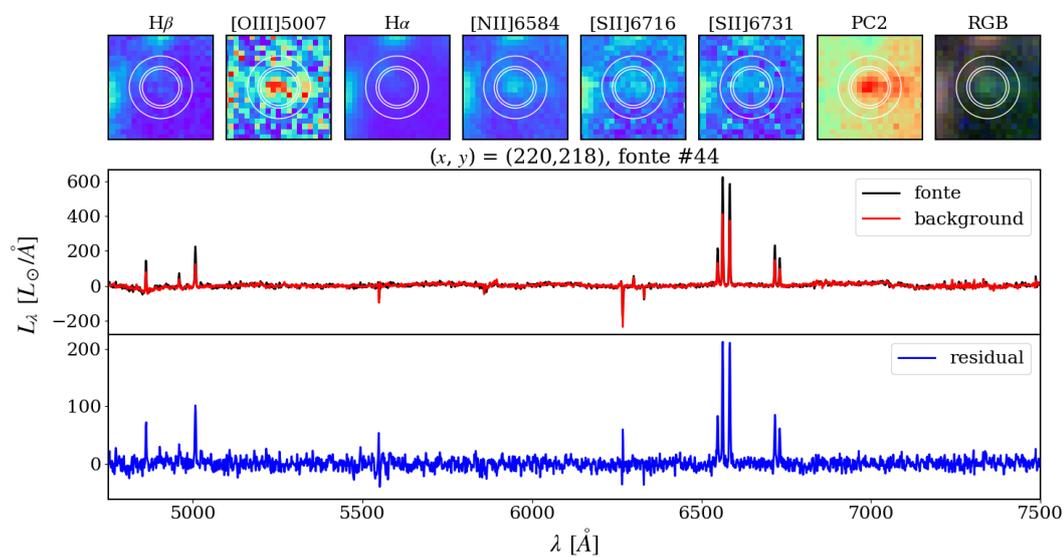


Figura A.18: Fonte #44.

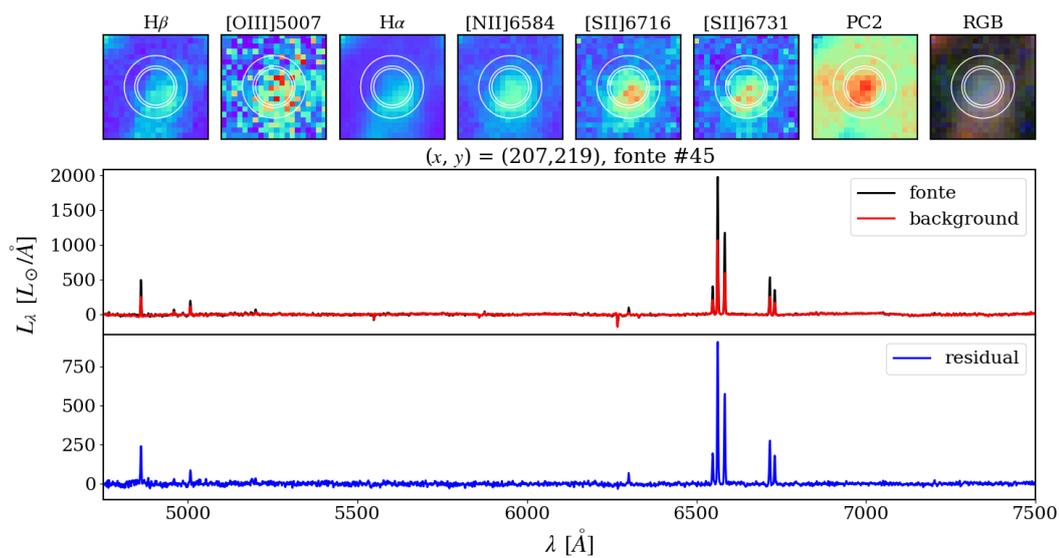


Figura A.19: Fonte #45.

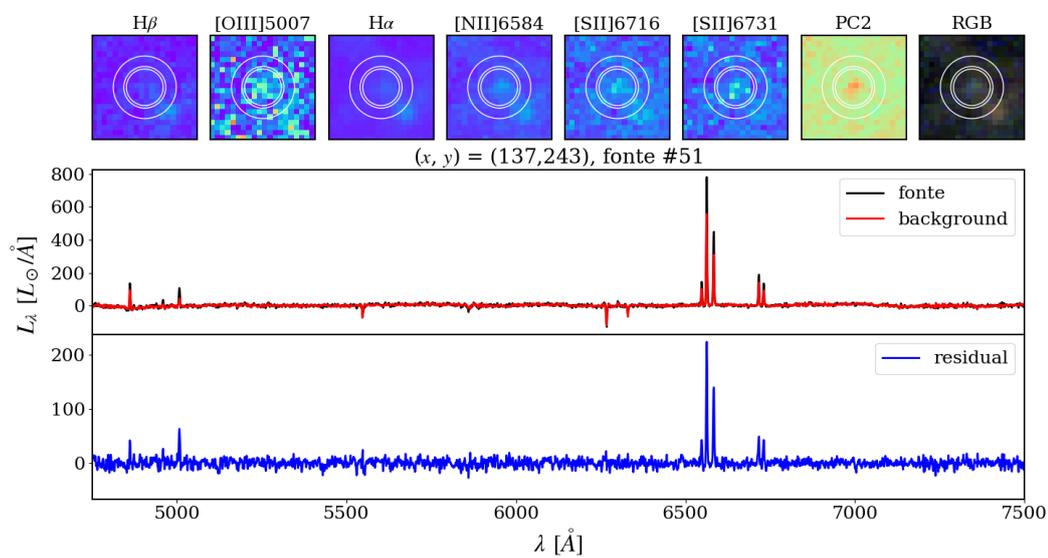


Figura A.20: Fonte #51.

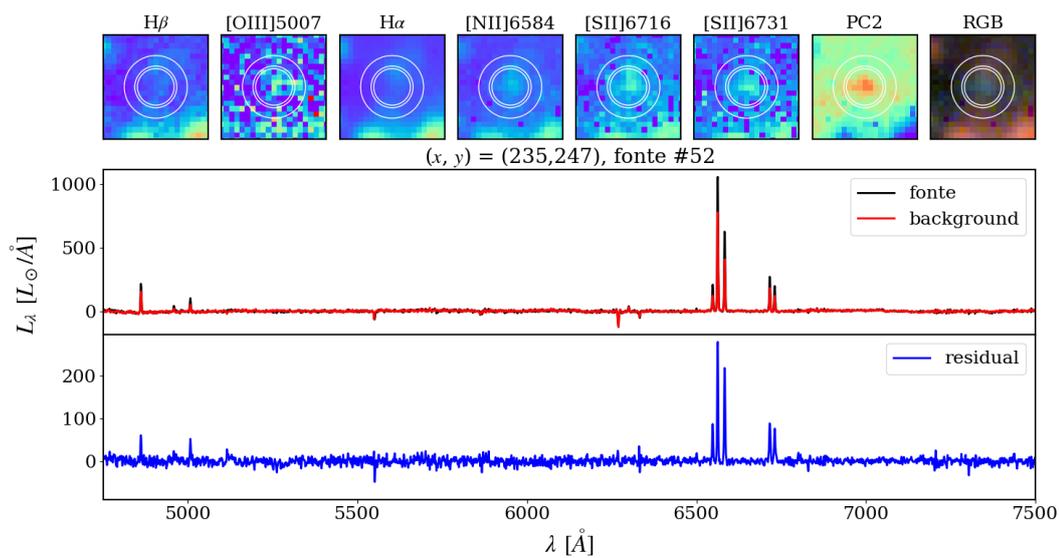


Figura A.21: Fonte #52.

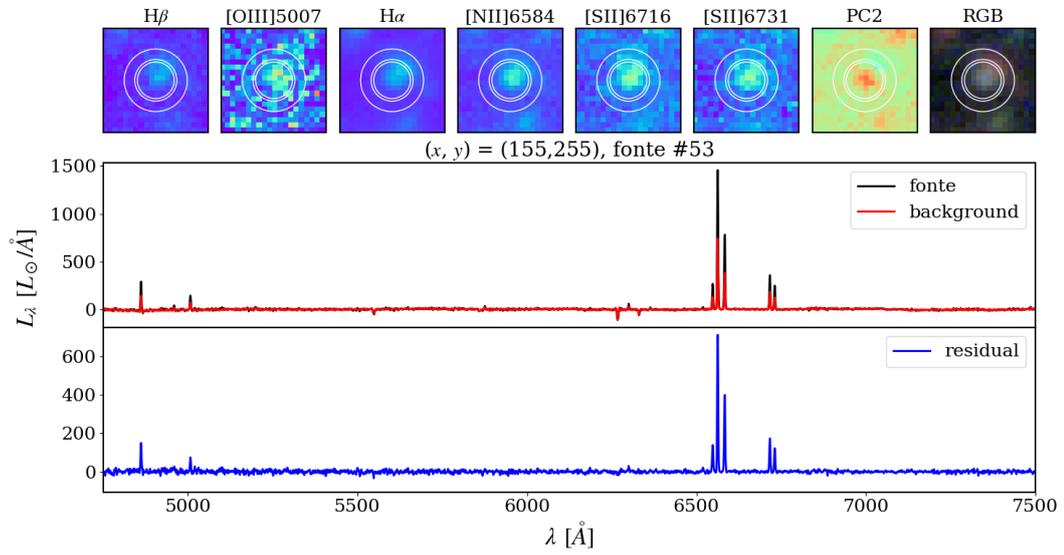


Figura A.22: Fonte #53.

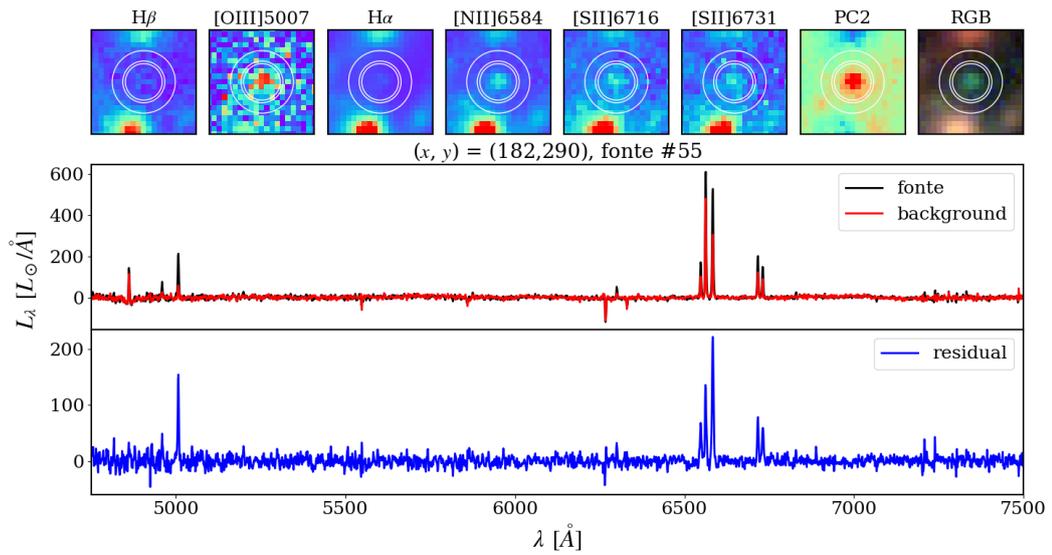


Figura A.23: Fonte #55.

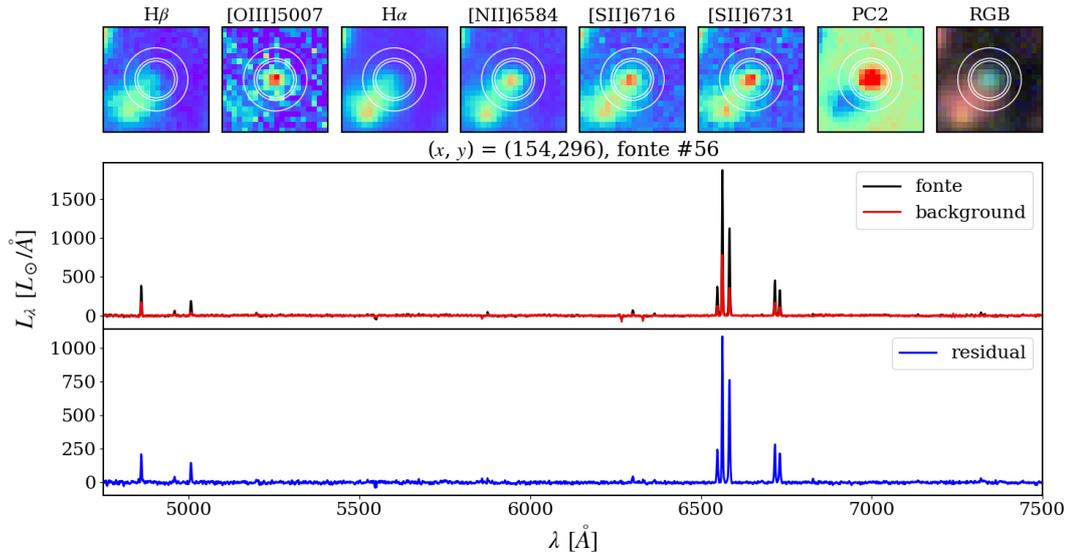


Figura A.24: Fonte #56.

## B Candidatas boas

Apêndice mostrando as boas 25 candidatas à SNRs da nossa análise. Nas Figuras mostramos todas as fontes nos mapas de  $H\beta$ ,  $[O\ III]5007$ ,  $H\alpha$ ,  $[N\ II]6584$ ,  $[S\ II]6717$ ,  $[S\ II]6731$ , além do mapa da PC2 e no RGB da Figura 2.11. A escala de intensidade dos mapas varia de 1 a 99 percentil. Também apresentamos alguns espectros das candidatas: o espectro da fonte ( $r_{src} = 3.5$  pixels), o espectro do anel do background ( $r_{in} = 4$  e  $r_{out} = 6$  pixels) e o espectro residual (a fonte subtraída do background). As informações de cada candidata podem ser vistas na Tabela 5.1 no Capítulo 5.

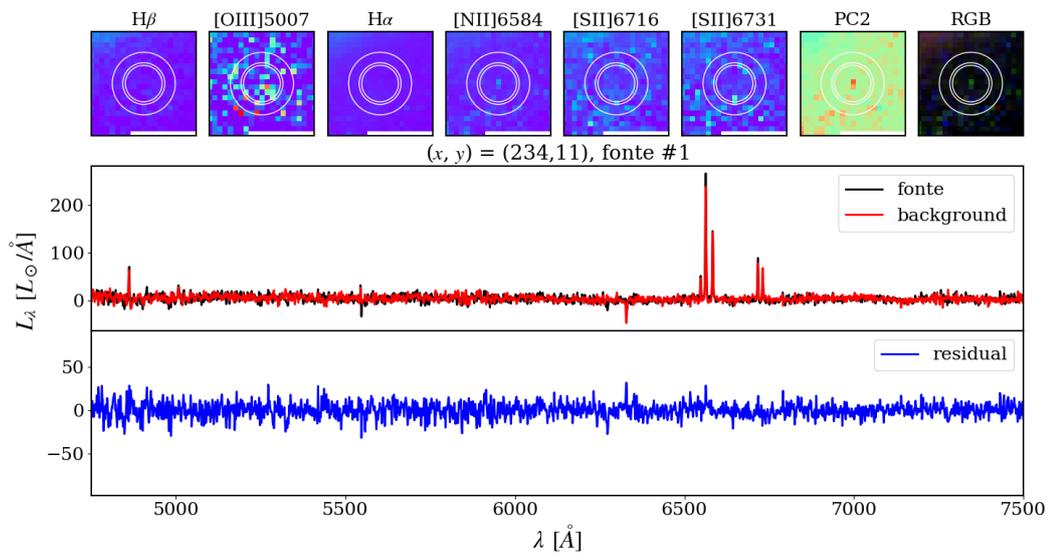


Figura B.1: Fonte #1.

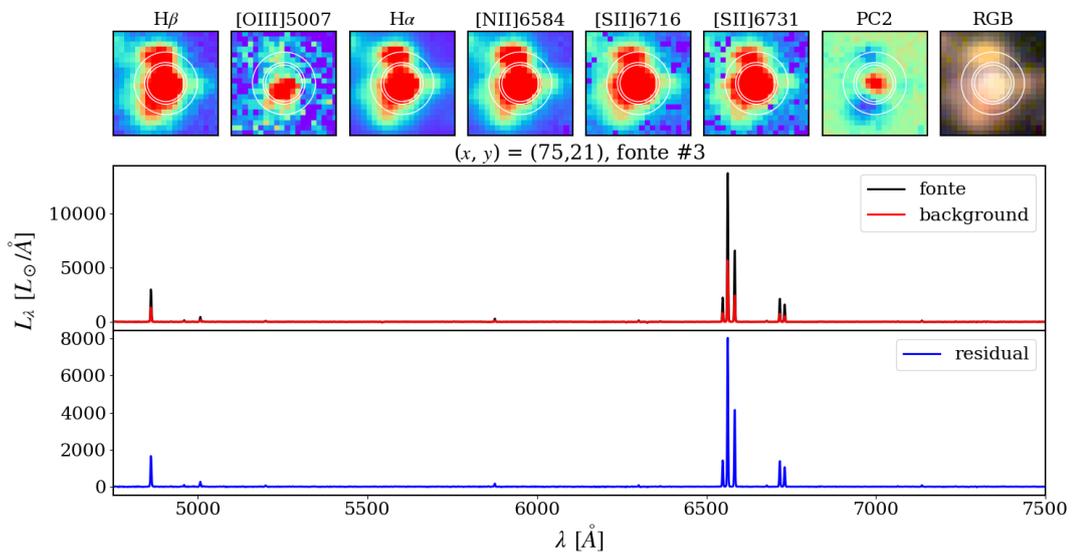


Figura B.2: Fonte #3.

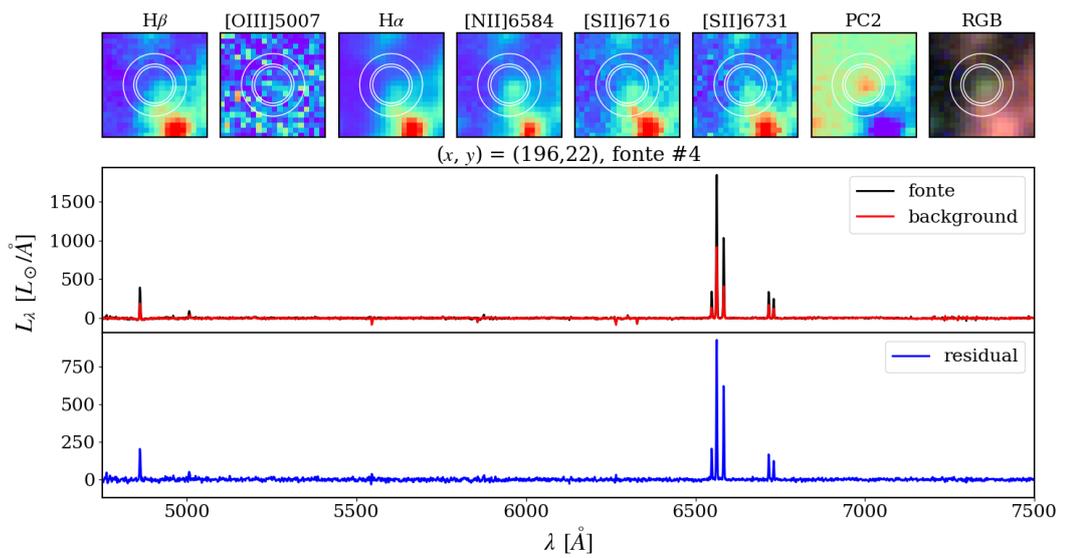


Figura B.3: Fonte #4.

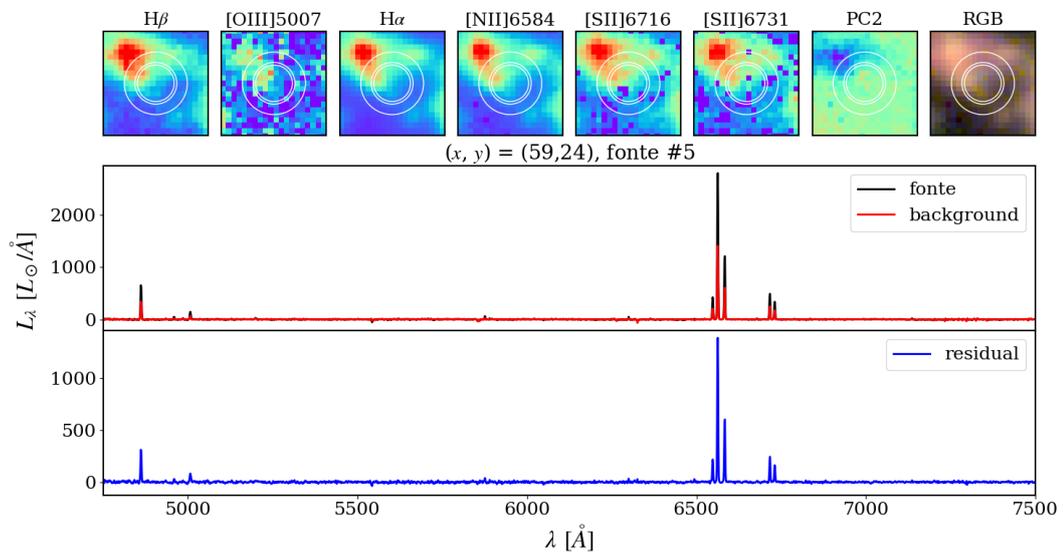


Figura B.4: Fonte #5.

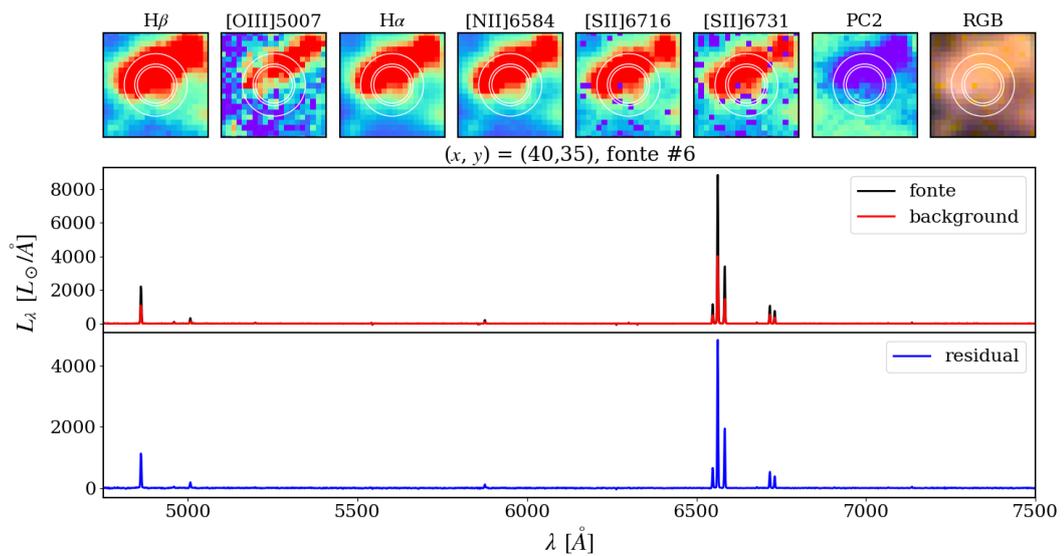


Figura B.5: Fonte #6.

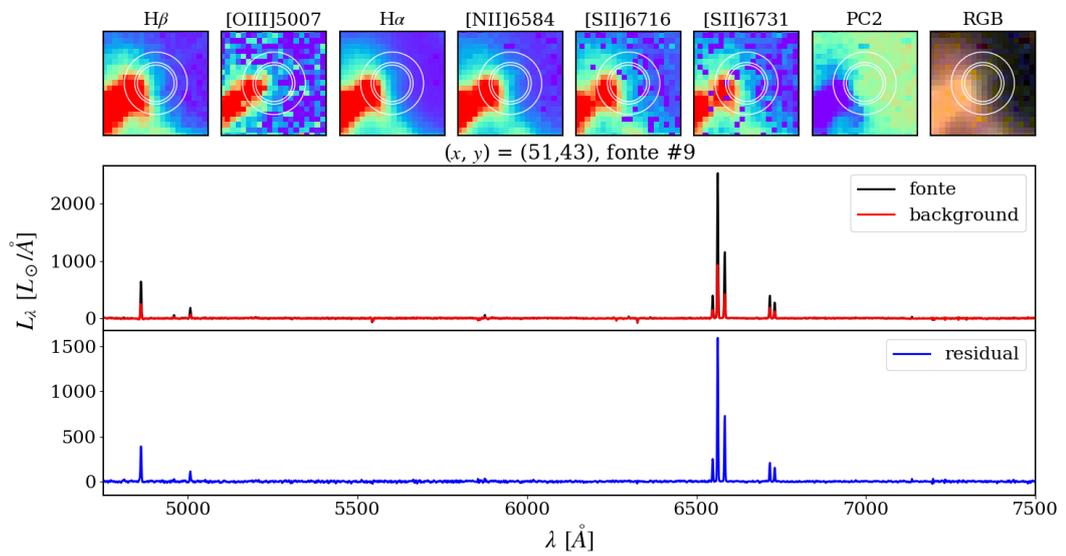


Figura B.6: Fonte #9.

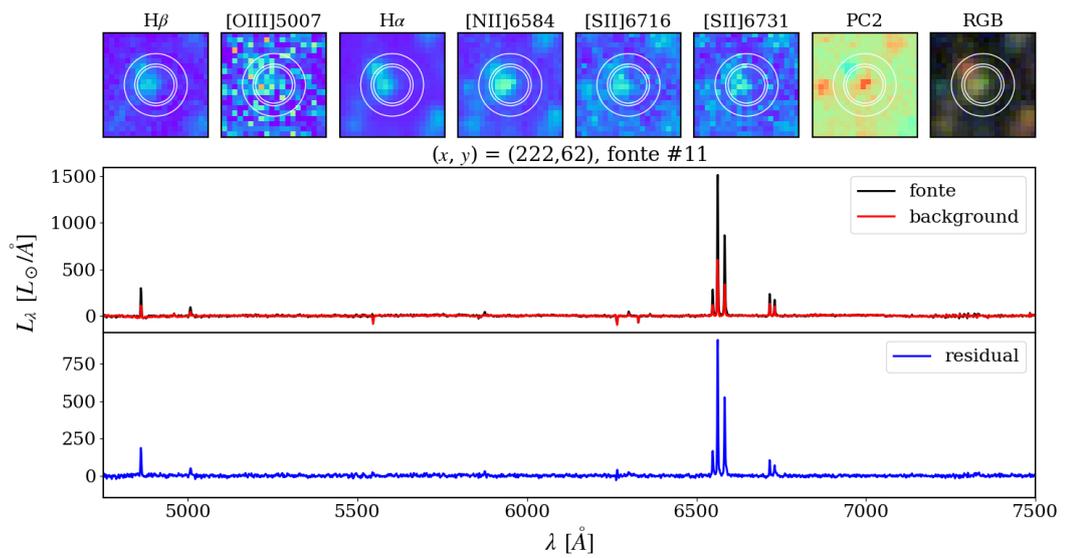


Figura B.7: Fonte #11.

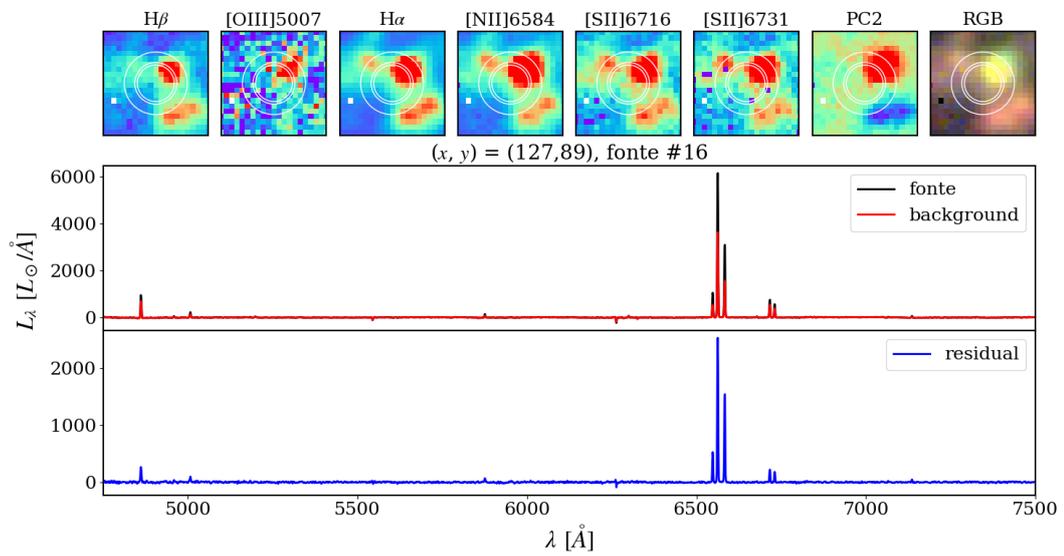


Figura B.8: Fonte #16.

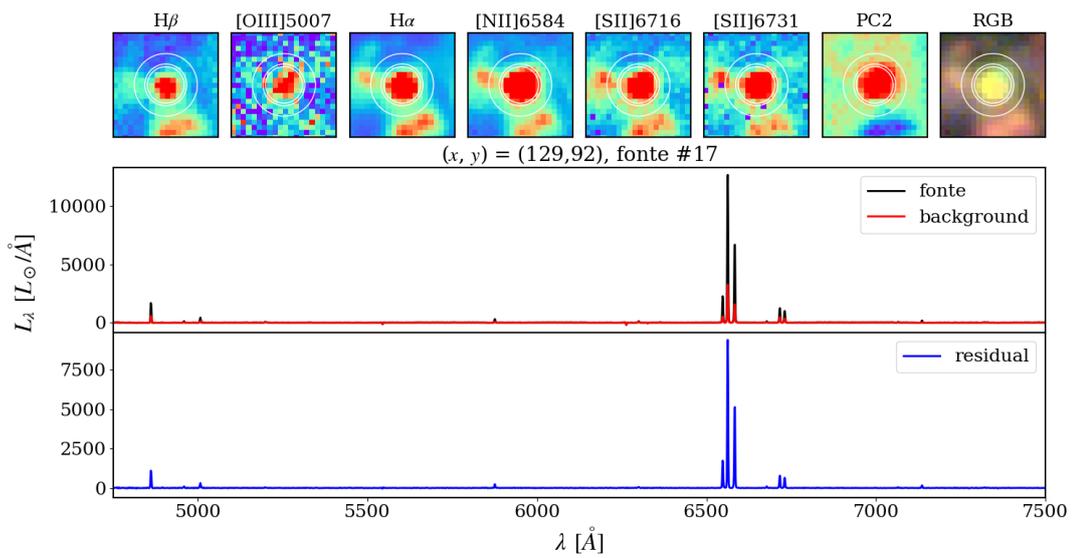


Figura B.9: Fonte #17.

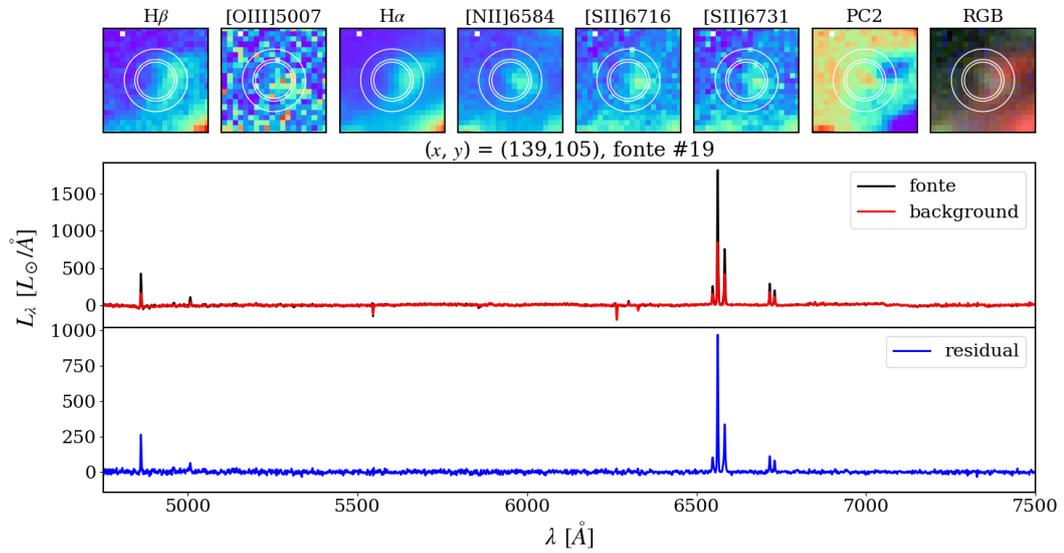


Figura B.10: Fonte #19.

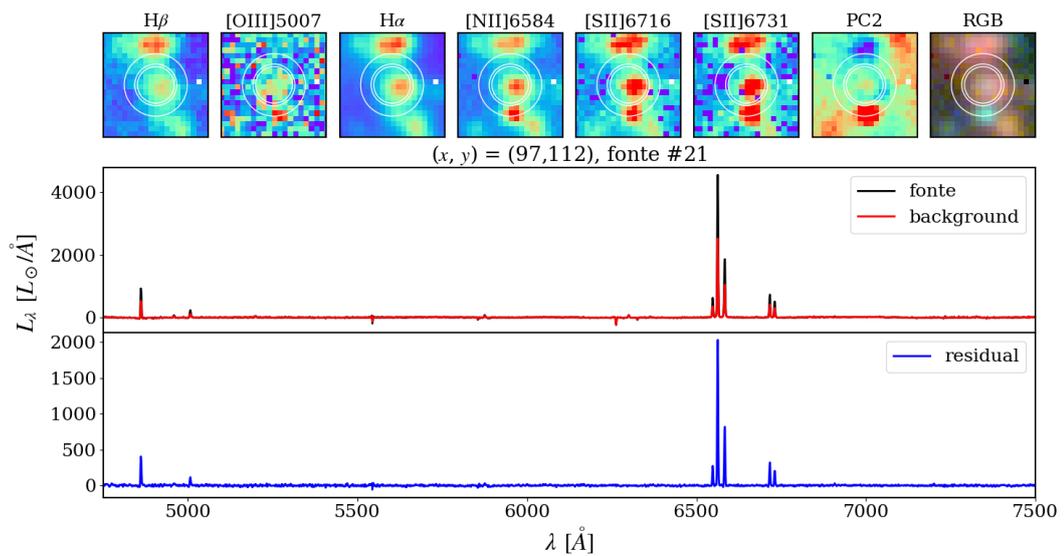


Figura B.11: Fonte #21.

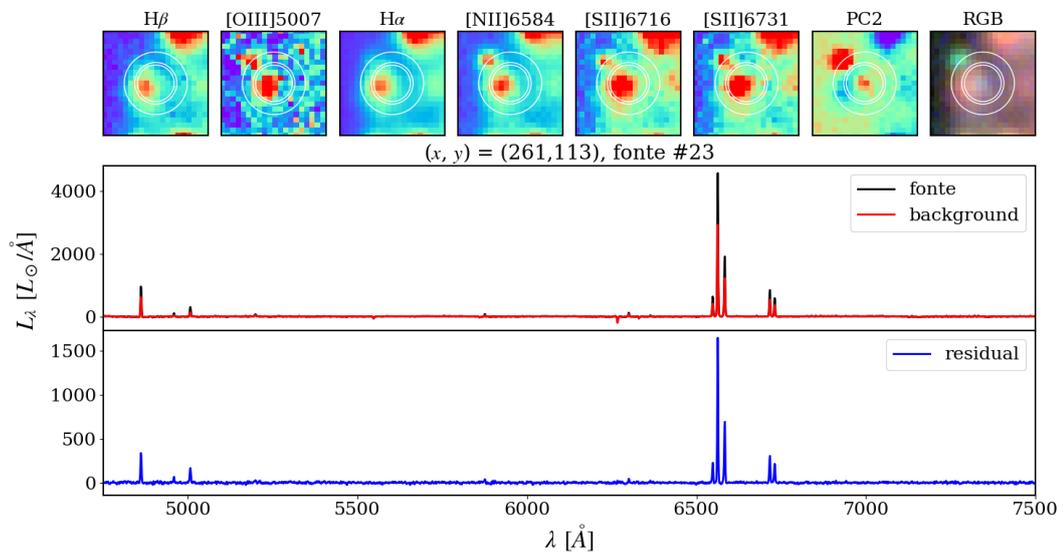


Figura B.12: Fonte #23.

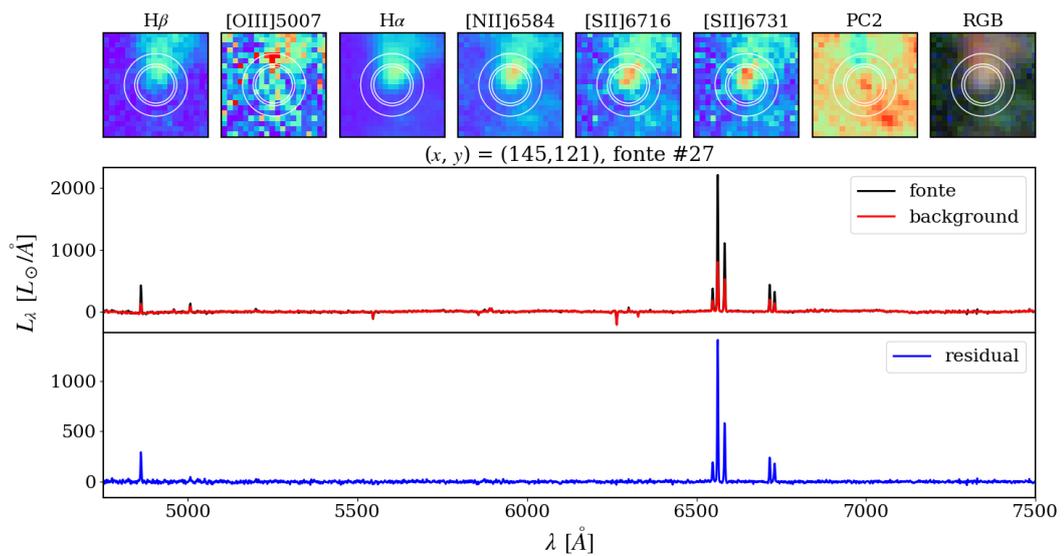


Figura B.13: Fonte #27.

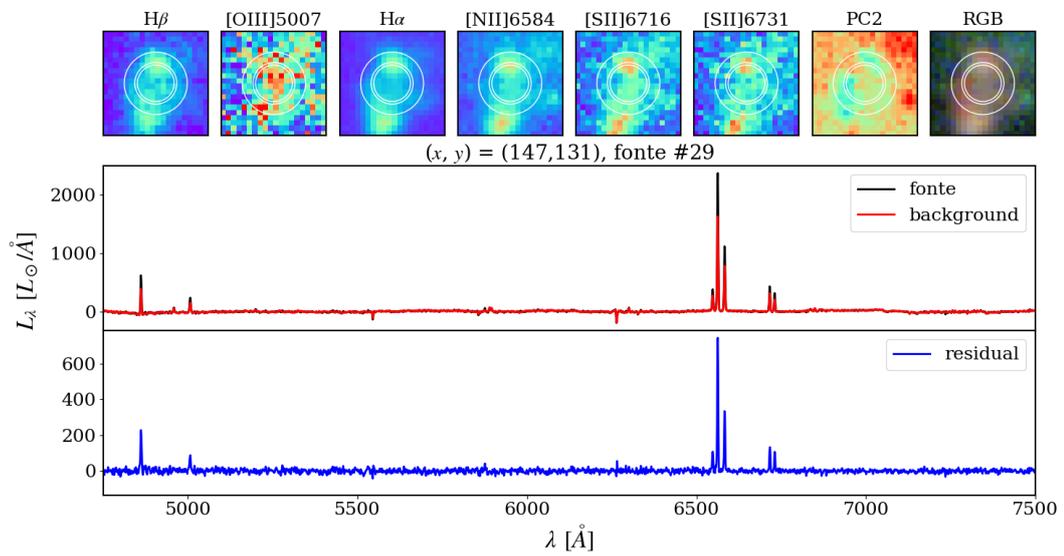


Figura B.14: Fonte #29.

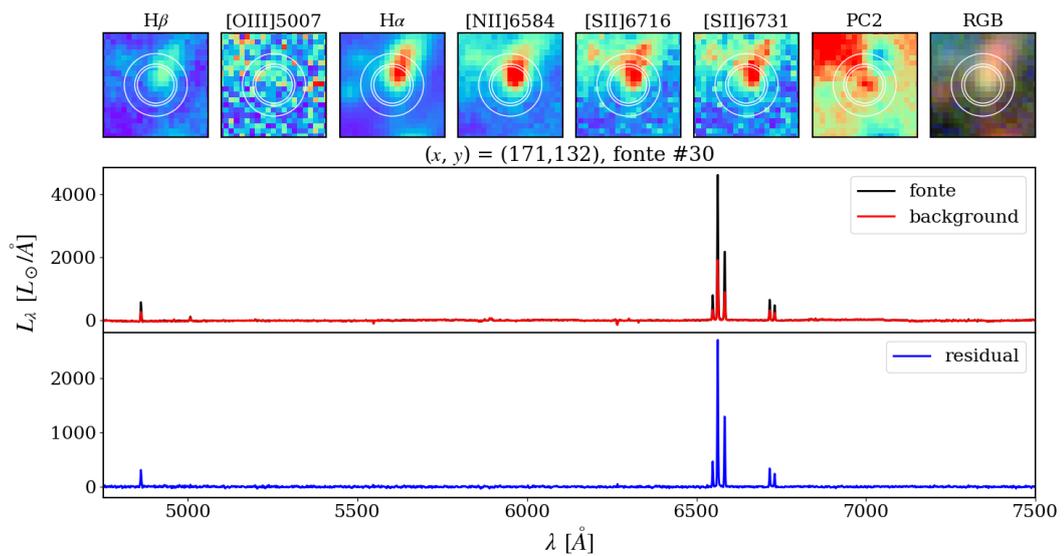


Figura B.15: Fonte #30.

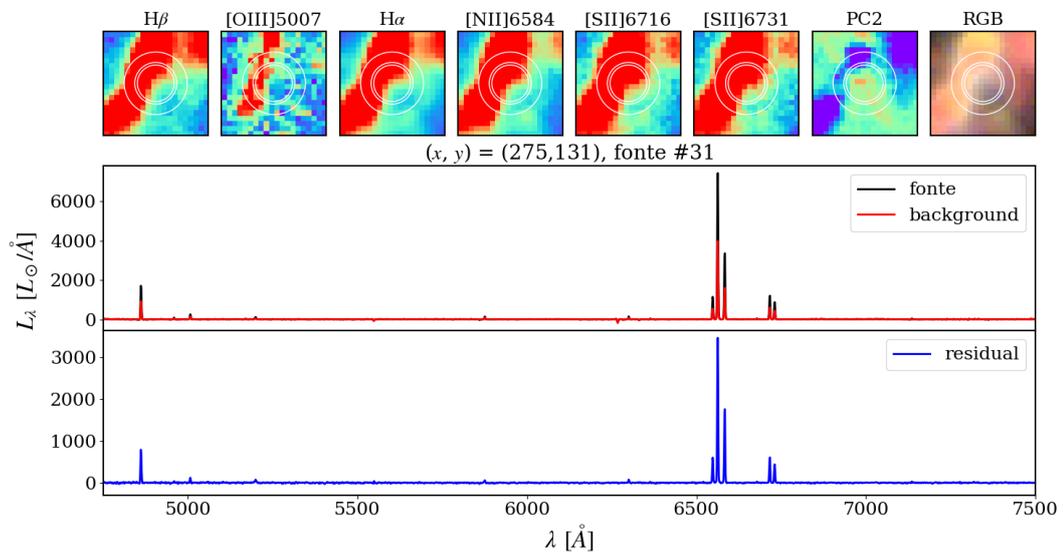


Figura B.16: Fonte #31.

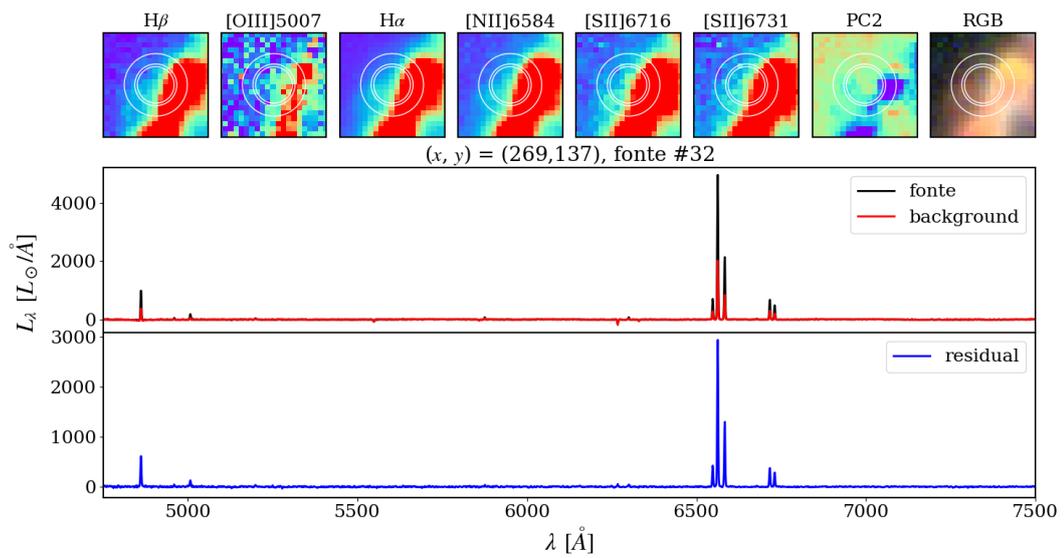


Figura B.17: Fonte #32.

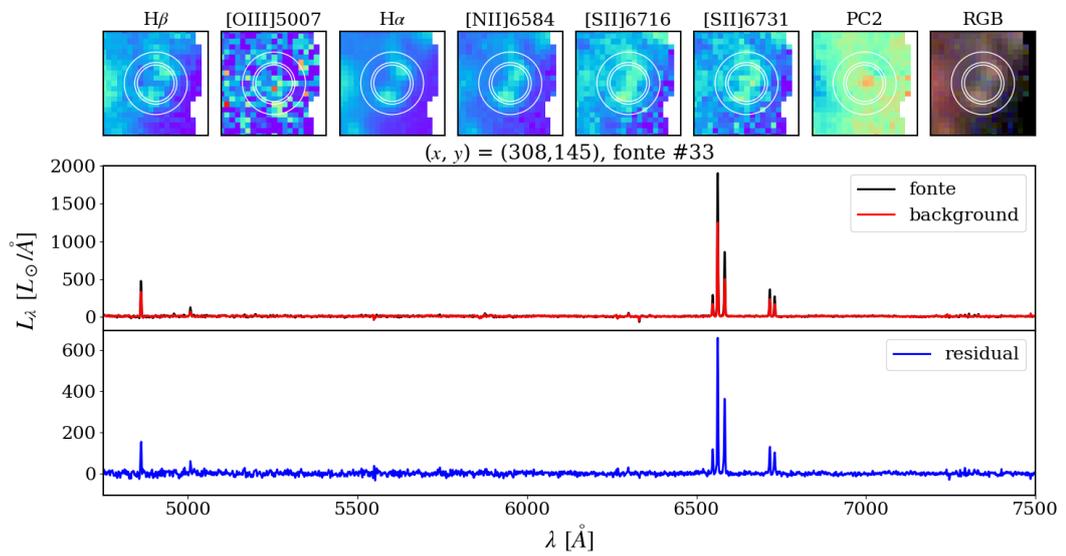


Figura B.18: Fonte #33.

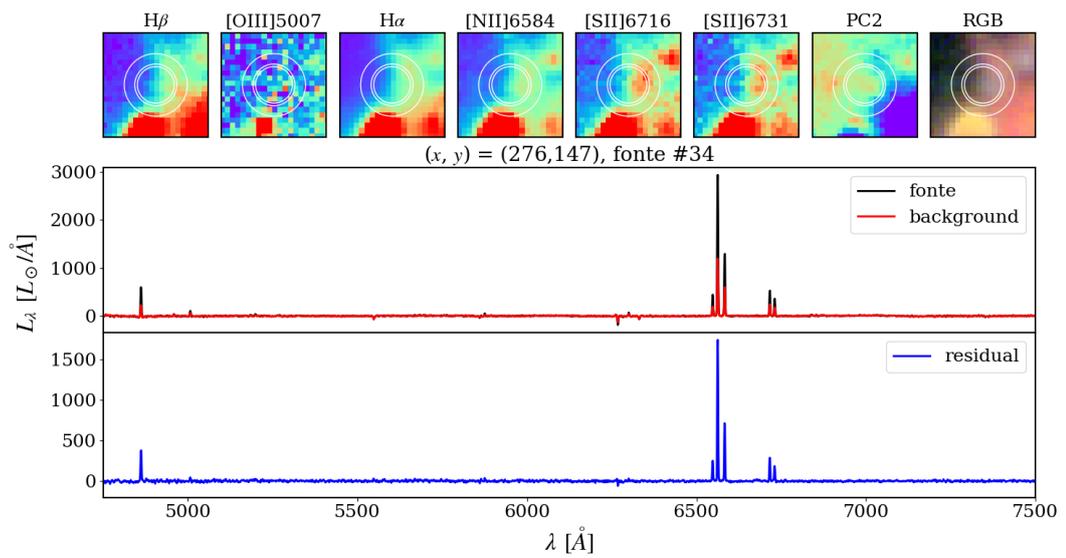


Figura B.19: Fonte #34.

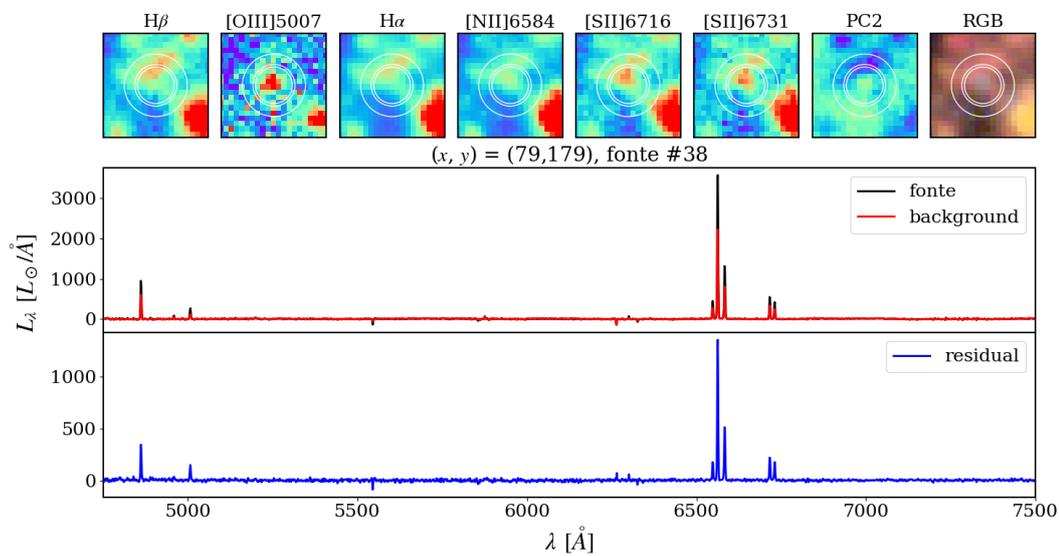


Figura B.20: Fonte #38.

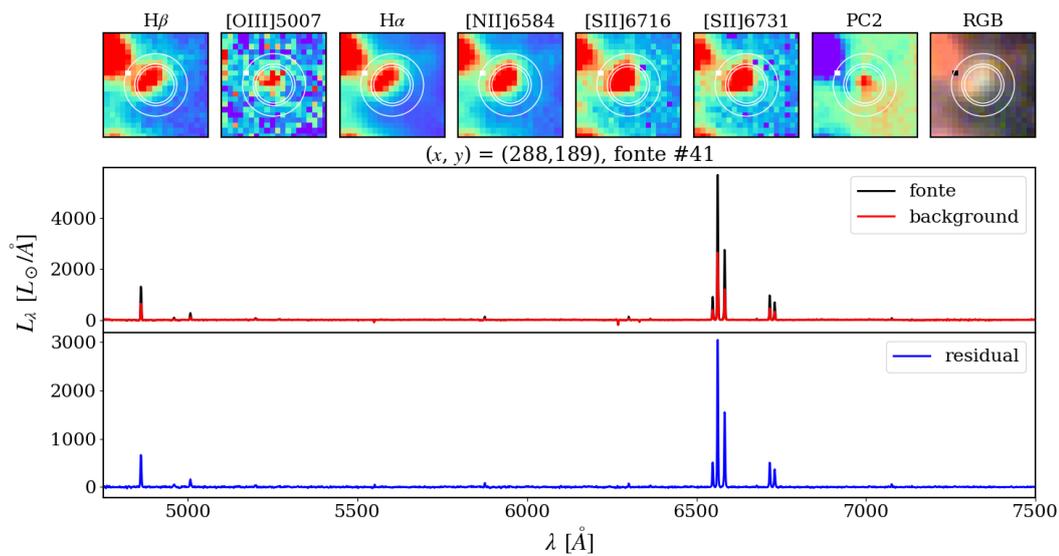


Figura B.21: Fonte #41.

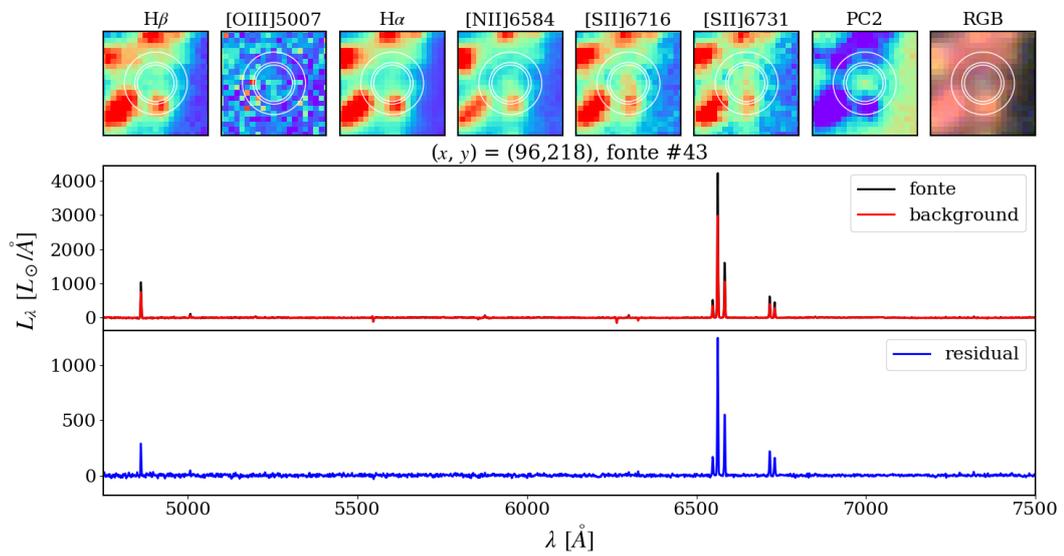


Figura B.22: Fonte #43.

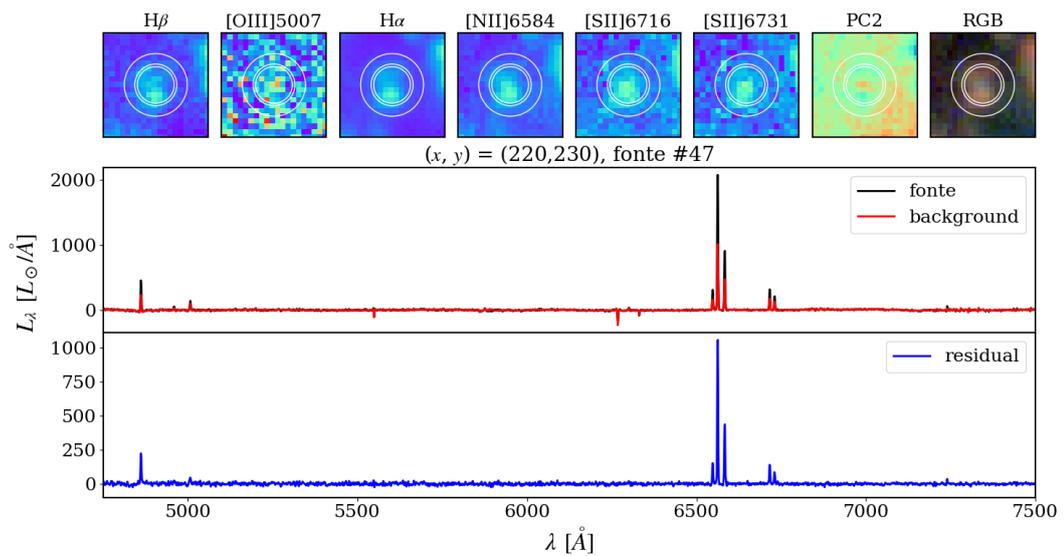


Figura B.23: Fonte #47.

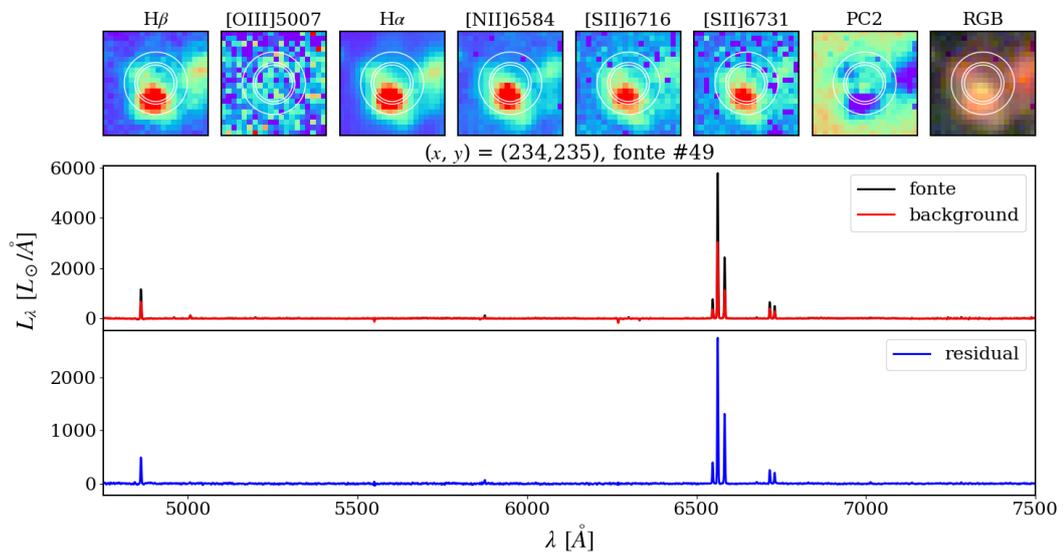


Figura B.24: Fonte #49.

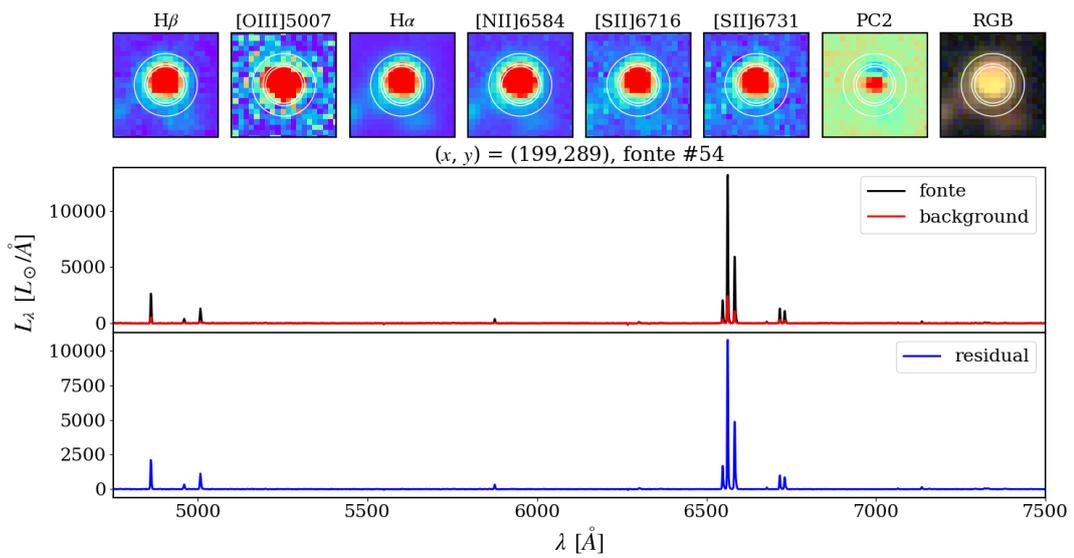


Figura B.25: Fonte #54.