

Universidade Federal de Itajubá  
Instituto de Física e Química

Bárbara Luiza de Miranda Marques

**Estudo de nebulosas planetárias observadas  
com espectroscopia de campo integral**

Itajubá

2020



Bárbara Luiza de Miranda Marques

# Estudo de nebulosas planetárias observadas com espectroscopia de campo integral

Dissertação apresentada ao Instituto de Física e Química da Universidade Federal de Itajubá como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Física.

Área de Concentração: Astrofísica

Orientador: Prof. Dr. Hektor S. A. Monteiro

Co-orientadora: Dr<sup>a</sup>. Isabel R. G. Aleman

Itajubá

2020



# Agradecimentos

Agradeço, primeiramente, à minha família, por todo o apoio. Por me darem energia pra continuar. Momentos difíceis vêm e vão, mas continuamos aqui.

Ao Gui, companheiro de anos, que faz tudo parecer mais fácil, até teoria quântica de campos. Obrigada pelo suporte e carinho de tanto tempo.

Aos meus orientadores, Hektor e Isabel, por terem paciência, por me darem incentivo e confiança. Por todo o apoio e ensinamento.

Aos meus colegas de graduação e de mestrado, pelos ótimos momentos de estudo, frustração e diversão. Pelos cafés, bolos e tortas compartilhados.

Ao Heavy Metal, por existir. Trilha sonora sensacional que me ajuda a trabalhar mais feliz.

Aos professores de física da Unifei, que contribuíram para minha formação. Ao Instituto de Física e Química, equipe administrativa e servidores, pelo suporte. Em especial, ao Laboratório de Astrofísica Computacional, LAC, por ser o ambiente onde esse trabalho se desenvolveu.

À CAPES, pelo apoio financeiro. Aos desenvolvedores do *template* que deixou meu trabalho mais bonito.



*“The dreamers may die  
but the dreams live on”*

Bruce Dickinson



# Resumo

Neste trabalho, quatro nebulosas planetárias (NPs) foram estudadas através da análise de dados de espectroscopia de campo integral (IFS, do inglês, *integral field spectroscopy*), obtidos em um dos quatro telescópios que formam o *Very Large Telescope* (VLT, European Southern Observatory, Chile). Estes objetos foram selecionados a partir de uma amostra original de 16 NPs observadas, com base na qualidade e completeza dos dados necessárias para determinar suas condições físicas e abundâncias. Estas quatro NPs nunca haviam sido estudadas com IFS, técnica que permite obter informação espectral espacialmente resolvida. A origem da diversidade de morfologias de NPs ainda não é completamente compreendida, sendo uma importante frente de pesquisa na área. A partir desse dados podemos investigar as características morfológicas mostradas pela emissão de diferentes espécies e íons, além de parâmetros físicos e químicos desses objetos. Das quatro NPs selecionadas, a He 2-108 foi o foco deste trabalho, pois suas observações mostraram diversas características interessantes. Para este objeto, fizemos um estudo detalhado, incluindo a determinação de mapas de intensidade de linhas e, a partir destes, determinamos mapas de temperatura e densidade do gás. As abundâncias químicas foram calculadas a partir do espectro integrado, levando a um  $ADF(N/H) = 55$ . A análise do espectro da região central indica que a estrela central ainda produz um vento intenso que afeta a emissão da região mais central da NP. A presença desse vento é evidência de seu estágio evolutivo bastante jovem. Também são apresentados os primeiros resultados da análise similar feita para as NPs He 2-117, He 2-434 e IC 4191. Foram obtidos os espectros integrados e os primeiros mapas de fluxo de linhas desses objetos.

Palavras-chave: Espectroscopia; IFU; nebulosas planetárias.



# Abstract

In this work, four planetary nebulae (PNe) were studied through the analysis of integral field spectroscopy (IFS) data, obtained in one of the four telescopes that form the Very Large Telescope (VLT, European Southern Observatory, Chile). These objects were selected from an original sample of 16 observed PNe, based on the quality and completeness of the data necessary to determine their physical conditions and abundances. These four PNe had never been studied with IFS, a technique that allows obtaining spectral information spatially resolved. The origin of the diversity of PNe morphologies is not yet fully understood, being an important research front in this field. From this data we can investigate the morphological characteristics shown by the emission of different species and ions, in addition to physical and chemical parameters of these objects. Of the four PNe selected, He 2-108 was the focus of this work, as their observations showed several interesting characteristics. For this object, we made a detailed study, including the determination of line intensity maps and, from these, we determined gas temperature and density maps. Chemical abundances were calculated from the integrated spectrum, leading to an  $ADF(N/H) = 55$ . The analysis of the central region's spectrum indicates that the central star still produces an intense wind that affects the emission of the most central region of the PN. The presence of that wind is an evidence of its very young evolutionary stage. The first results of the similar analysis made for the PNe He 2-117, He 2-434 and IC 4191 are also presented. The integrated spectra and the first flux maps of these objects were obtained.

Keywords: Spectroscopy; IFU; planetary nebulae.



# Lista de Figuras

1.1	Evolução de uma estrela de $1 M_{\odot}$ no Diagrama H-R. . . . .	23
1.2	Imagens de NPs observadas pelo Telescópio Espacial Hubble . . . . .	26
1.3	Espectro da NP He 2-21 na faixa do óptico . . . . .	27
1.4	Níveis de energia dos íons [O III] e [N II]. . . . .	30
1.5	Níveis de energia dos íons [O II] e [S II]. . . . .	30
1.6	Razões de linhas proibidas sensíveis à temperatura . . . . .	32
1.7	Comparação entre equações para cálculo de temperatura do gás. . . . .	33
1.8	Imagem da NP He 2-108 por Schwarz et al. (1992) . . . . .	39
1.9	Imagens da NP He 2-117 por Schwarz et al. (1992) . . . . .	41
1.10	Imagens da NP He 2-434 obtidas por Schwarz et al. (1992). . . . .	43
1.11	Imagens da NP He 2-434 obtidas por Corradi et al. (1996). . . . .	43
1.12	Imagens da NP IC 4191 obtidas por Schwarz et al. (1992) . . . . .	44
1.13	Imagem da NP IC 4191 obtida com o Telescópio Espacial Hubble . . . . .	45
2.1	Esquema ilustrativo de um cubo de dados. . . . .	48
2.2	Deslocamento do centroide da estrela devido à refração diferencial para a NP He 2-108. . . . .	51
2.3	Comparação dos espectros da He 2-108 antes e depois da subtração de céu. . . . .	53
2.4	Representação do $\Delta\lambda$ causado pela velocidade interna do gás. . . . .	54
3.1	Espectro integrado de He 2-108. . . . .	59
3.2	Comparação do espectro da NP He 2-108 com o ajuste feito com o código ALFA (cubo azul). . . . .	61

3.3	Comparação do espectro da NP He 2-108 com o ajuste feito com o código ALFA (cubo vermelho). . . . .	62
3.4	Detalhe das linhas de emissão da NP He 2-108 com ajuste feito com o ALFA.	64
3.5	Perfil de linhas da NP He 2-108. . . . .	68
3.6	Espectro da região central da NP He 2-108 (azul). . . . .	70
3.7	Espectro da região central da NP He 2-108 (vermelho). . . . .	71
3.8	Absorção em $\lambda 5800$ da NP He 2-108. . . . .	72
3.9	Espectro da região central da NP He 2-108 com ajuste de estrela WN. . . . .	74
3.10	Mapas de fluxo da NP He 2-108. . . . .	81
3.11	Mapas de fluxo da NP He 2-108. . . . .	82
3.12	Mapas de fluxo da NP He 2-108 (magnificação 2 : 1). . . . .	83
3.13	Perfil de brilho da NP He 2-108. . . . .	84
3.14	Máscara de céu da NP He 2-108. . . . .	85
3.15	Mapas da razão $H\alpha/H\beta$ e de extinção da NP He 2-108. . . . .	86
3.16	Mapas das razões de linhas - cloro e enxofre. . . . .	87
3.17	Mapas de densidade da NP He 2-108 - comparação de métodos. . . . .	88
3.18	Temperatura da NP He 2-108 obtida a partir das linhas de S e Cl. . . . .	90
3.19	Mapas de velocidade interna da NP He 2-108. . . . .	91
4.1	Espectro integrado da NP He 2-117. . . . .	94
4.2	Comparação do espectro da NP He 2-117 com o ajuste feito com o código ALFA (azul). . . . .	95
4.3	Comparação do espectro da NP He 2-117 com o ajuste feito com o código ALFA (vermelho). . . . .	96
4.4	Mapas de fluxo da NP He 2-117. . . . .	97
4.5	Mapa de densidade obtido pela razão de linhas do [S II] $\lambda 6716$ e $\lambda 6732$ da NP He 2-117. . . . .	98
4.6	Mapa de densidade da NP He 2-117. . . . .	99
4.7	Mapa de temperatura da NP He 2-117. . . . .	99
4.8	Espectro integrado da NP He 2-434. . . . .	100
4.9	Ajuste feito com o ALFA no espectro da NP He 2-434, parte 1. . . . .	101

4.10	Ajuste das linhas de emissão feito com o ALFA no espectro da NP He 2-434, parte 2. . . . .	102
4.11	Detalhe das linhas de emissão da NP He 2-434 com ajuste feito com o ALFA.	103
4.12	Mapas de fluxo da NP He 2-434. . . . .	105
4.13	Mapas de fluxo da NP He 2-434. . . . .	106
4.14	Mapas de densidade da NP He 2-434. . . . .	107
4.15	Mapas de velocidade da NP He 2-434. . . . .	108
4.16	Espectro integrado da NP IC 4191. . . . .	109
4.17	Comparação do espectro da NP IC 4191 com o ajuste feito com o ALFA (azul). . . . .	110
4.18	Comparação do espectro da NP IC 4191 com o ajuste feito com o código ALFA (vermelho). . . . .	111
4.19	Mapas de fluxo da NP IC 4191. . . . .	113
4.20	Mapas de fluxo da NP IC 4191. . . . .	114
4.21	Mapa de extinção da NP IC 4191. . . . .	115
4.22	Mapas de densidade da NP IC 4191. . . . .	116
4.23	Mapas de temperatura da NP IC 4191. . . . .	117
4.24	Mapas de velocidade da NP IC 4191. . . . .	118



# Lista de Tabelas

1.1	Principais Características das NPs Estudadas. . . . .	38
3.1	Fluxos das linhas de emissão de He 2-108. . . . .	64
3.2	Principais diagnósticos do gás da NP He 2-108. . . . .	76
3.3	Abundâncias químicas do gás - He 2-108. . . . .	79



# Sumário

1. <i>Introdução</i> . . . . .	21
1.1 Evolução Estelar e a Formação de NPs . . . . .	22
1.2 Morfologias . . . . .	25
1.3 A Nebulosa e seu Espectro Óptico . . . . .	26
1.3.1 Ionização e aquecimento do gás . . . . .	27
1.3.2 Emissão Contínua . . . . .	28
1.3.3 Linhas de emissão nebulares . . . . .	29
1.4 Análise nebular . . . . .	31
1.4.1 Temperatura e Densidade eletrônicas . . . . .	31
1.4.2 Abundâncias Químicas . . . . .	34
1.4.3 Extinção . . . . .	36
1.5 Estudo de NPs com IFS . . . . .	37
1.6 Nebulosas Estudadas . . . . .	38
1.6.1 He 2-108 . . . . .	39
1.6.2 He 2-117 . . . . .	41
1.6.3 He 2-434 . . . . .	42
1.6.4 IC 4191 . . . . .	43
1.7 Objetivos e relevância do trabalho . . . . .	45
2. <i>Observações e metodologia</i> . . . . .	47
2.1 Observações . . . . .	47
2.2 Redução de dados . . . . .	49
2.3 Seleção dos objetos . . . . .	50

2.4	Correção da refração diferencial . . . . .	50
2.5	Extração do céu . . . . .	52
2.6	Análise espacialmente resolvida . . . . .	52
2.6.1	Obtenção dos mapas de fluxo . . . . .	52
2.6.2	Cálculo de temperatura e densidade . . . . .	53
2.6.3	Cálculo da velocidade . . . . .	54
2.7	Análise do espectro integrado . . . . .	55
2.7.1	Obtenção do espectro integrado e determinação dos fluxos . . . . .	55
2.7.2	Abundâncias químicas . . . . .	56
3.	<i>Estudo da nebulosa He 2-108</i> . . . . .	59
3.1	Análise do espectro integrado . . . . .	59
3.1.1	Fluxo das linhas de emissão . . . . .	63
3.1.2	Perfil das linhas de emissão . . . . .	66
3.1.3	Espectro da região central . . . . .	69
3.1.4	Diagnóstico de linhas e abundâncias químicas . . . . .	75
3.2	Análise espacialmente resolvida . . . . .	80
3.2.1	Mapas de Emissão . . . . .	80
3.2.2	Mapa de Extinção . . . . .	85
3.2.3	Densidade e Temperatura . . . . .	86
3.2.4	Cinemática . . . . .	91
4.	<i>Primeiros resultados para as nebulosas He 2-117, He 2-434 e IC 4191</i> . . . . .	93
4.1	He 2-117 . . . . .	93
4.1.1	Análise do espectro integrado . . . . .	93
4.1.2	Análise espacialmente resolvida . . . . .	97
4.2	He 2-434 . . . . .	100
4.2.1	Análise do espectro integrado . . . . .	100
4.2.2	Análise espacialmente resolvida . . . . .	103
4.3	IC 4191 . . . . .	108
4.3.1	Análise do espectro integrado . . . . .	108
4.3.2	Análise espacialmente resolvida . . . . .	112

5. <i>Conclusões</i> . . . . .	119
5.1 <i>Perspectivas Futuras</i> . . . . .	121
<i>Referências</i> . . . . .	123



## Introdução

Nebulosas planetárias (NPs) receberam essa denominação de William Herschel (astrônomo germano-britânico, 1738-1822) devido ao formato circular e cor esverdeada (como de alguns planetas do Sistema Solar) de alguns desses objetos astronômicos. As primeiras NPs foram catalogadas por Charles Messier (astrônomo francês, 1730-1817; [Messier, 1781](#)). Quatro NPs são incluídas no seu famoso catálogo cuja versão final foi publicada em 1784. As NPs começaram a ser discernidas das demais nebulosas difusas (como regiões H II e galáxias) devido às suas características morfológicas e à presença frequente de uma estrela central ([Kwok, 2000](#)). Graças à evolução dos telescópios e, em especial, do desenvolvimento da espectroscopia, a natureza das NPs pôde ser revelada em muitos detalhes. Os numerosos estudos das NPs efetuados até hoje revelaram estruturas intrincadas, com material ionizado, neutro e molecular, assim como materiais em estado sólido. A espectroscopia também revela a composição química e condições físicas.

Atualmente, sabemos que NPs são o resultado da evolução de estrelas com massas entre aproximadamente 1 e 8 massas solares ( $M_{\odot}$ ). Essas estrelas passam por processos de nucleossíntese que mudam sua composição durante a evolução. Ao final de sua evolução, as camadas mais externas da estrela são ejetadas, formando a nebulosa planetária e enriquecendo o meio interestelar com gás e poeira. Assim, NPs são parte importante do ciclo da matéria nas galáxias ([Pottasch et al., 1984](#); [Kwok, 2000](#)).

Além de um campo por si só, o estudo de NPs contribui para a investigação de teorias de evolução estelar e também de origem e abundância de elementos químicos em galáxias. Uma parte importante de tal contribuição é obtida do estudo da física e da química do gás, em particular através da espectroscopia. A literatura na área é vasta, mas alguns livros podem ser destacados, como [Kippenhahn et al. \(2012\)](#) e [LeBlanc \(2010\)](#), nos tópicos de

NPs como parte da evolução estelar, [Osterbrock e Ferland \(2006\)](#), sobre a análise nebular e [Pottasch \(1984\)](#) e [Kwok \(2000\)](#), que são livros dedicados às NPs. Estes livros foram referências gerais para o texto a seguir, onde é apresentada uma introdução sobre NPs e seus espectros.

## 1.1 Evolução Estelar e a Formação de NPs

Uma possível relação entre magnitude absoluta e tipo espectral de estrelas foi estudada por Ejnar Hertzsprung (químico e astrônomo dinamarquês, 1873-1967) e por Henry Norris Russel (astrônomo americano, 1877-1957), de forma independente. O diagrama no qual são plotadas essas quantidades foi posteriormente chamado de diagrama H-R, em homenagem aos pesquisadores ([Carroll e Ostlie, 2014](#)). Outra forma equivalente de visualização usa a luminosidade em função da temperatura efetiva – a temperatura de um corpo negro que emite o mesmo fluxo de energia que a estrela ([Kippenhahn et al., 2012](#)).

Utilizamos frequentemente o Diagrama H-R para estudar a evolução de estrelas ao longo de suas vidas. A Figura 1.1 mostra a forma geral da trajetória evolutiva de uma estrela de  $1 M_{\odot}$  (uma massa solar). Durante sua evolução, a estrela sofre variações tanto na luminosidade quanto na temperatura efetiva, como é visto na sua trajetória no diagrama. A fase de nebulosa planetária está indicada na parte superior do diagrama. Também na Figura 1.1 são indicadas as principais fases pelas quais a estrela passa após a sequência principal (*main-sequence*, em inglês), que serão descritas na sequência.

De acordo com o Teorema de Vogt-Russell, a evolução de uma estrela é determinada pela sua massa e composição química ([Carroll e Ostlie, 2014](#)). Esses parâmetros definem as condições físicas no interior estelar que, por sua vez, controlam os processos como nucleossíntese, convecção, perda de massa, etc. Esses processos afetam tanto a luminosidade como a temperatura efetiva da estrela. Assim a trajetória percorrida por uma estrela no Diagrama H-R também é fortemente dependente de sua massa ([LeBlanc, 2010](#)).

Estrelas de massa baixa e intermediária (como o nosso Sol) passam a maior parte de sua existência (cerca de 8 bilhões de anos) realizando fusão de núcleos de hidrogênio (H) em núcleos de hélio (He) em seu núcleo. No Diagrama H-R da Figura 1.1, esta etapa, conhecida como sequência principal, mostra-se como uma correlação positiva entre a luminosidade e a temperatura efetiva da estrela.

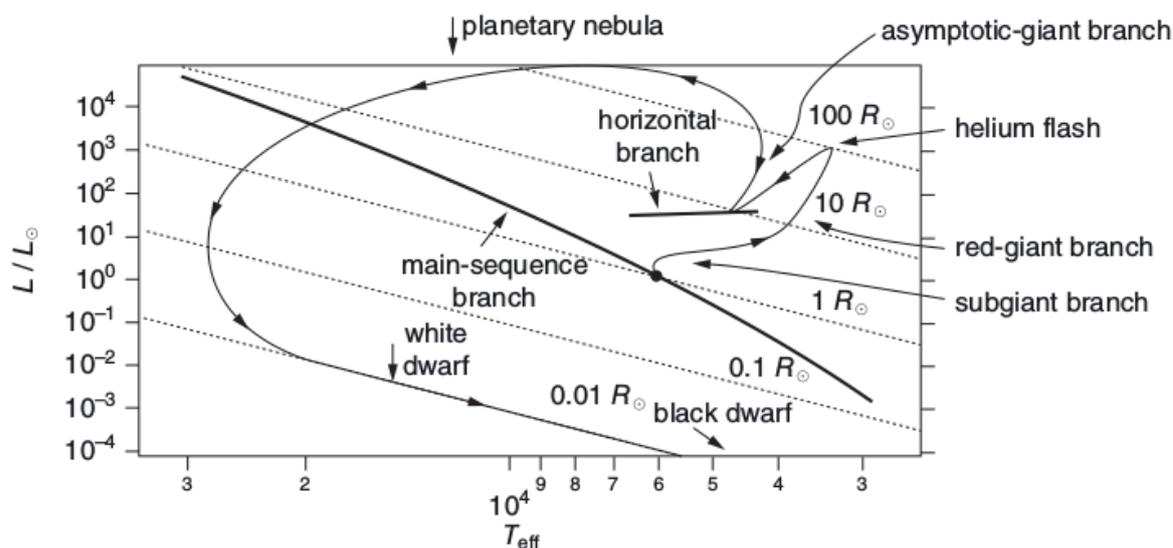


Figura 1.1: Evolução de uma estrela de  $1 M_{\odot}$  no diagrama H-R. O diagrama mostra a luminosidade (em luminosidades solares) em função da temperatura efetiva (em  $10^4$  K) da estrela. As linhas tracejadas representam os diferentes valores de raio da estrela (em raios solares,  $R_{\odot}$ ), aumentando do canto inferior esquerdo ao canto superior direito. No diagrama são indicadas as principais fases da evolução da estrela, incluindo a fase de NP na parte superior do diagrama. Figura reproduzida de [LeBlanc \(2010\)](#).

A estrutura de uma estrela é mantida pelo balanço entre a energia gravitacional e a produção de energia pela fusão nuclear que ocorre em seu núcleo. A fusão nuclear produz elementos mais pesados a partir de núcleos mais leves (nucleossíntese), enriquecendo o material que forma a estrela ([LeBlanc, 2010](#)).

Dois conjuntos de processos de nucleossíntese são relevantes durante a sequência principal de estrelas de massas baixa e intermediária: a cadeia próton-próton (PP) e o ciclo CNO. A cadeia PP é a maior responsável pela transformação de hidrogênio em hélio, a partir da fusão de dois prótons, em estrelas de massa menor que  $1.5 M_{\odot}$ . O ciclo CNO é responsável pela transformação de hidrogênio em hélio, através da fusão de núcleos de C, N e O com prótons. Como existe uma larga barreira Coulombiana nesses núcleos, é necessária temperatura maior que na cadeia PP para que a fusão aconteça. No caso do ciclo CNO, os prótons ultrapassam o potencial de Coulomb devido à alta temperatura ( $\sim 10^8$  K) no centro de estrelas mais massivas que  $1.5 M_{\odot}$  ([LeBlanc, 2010](#)). Ambos os conjuntos de processos estão presentes nas estrelas, o que muda é a relevância de cada um em diferentes intervalos de massa. Como resultado da fusão, energia é liberada em forma de radiação gama. Além disso, são produzidos pósitrons, que são rapidamente aniquilados por elétrons do plasma estelar, e neutrinos, que em sua grande maioria escapam para o

espaço devido a sua fraca interação com a matéria.

A fusão nuclear muda a composição do núcleo estelar, que passa progressivamente a ser dominado por He. Quando o H do núcleo se esgota, a estrela sai da sequência principal e entra no ramo das gigantes vermelhas (*Red-Giant Branch*, RGB). Uma camada de fusão de H permanece ao redor do núcleo. Com a fusão de H em He, o peso molecular médio aumenta e a pressão no núcleo diminui, levando-o a se contrair devido ao peso das camadas mais externas. Dessa forma, há um aumento na densidade e na temperatura nuclear (Clayton, 1983). Nesta etapa, a estrela começa a expandir suas camadas mais externas. Com o raio maior, a temperatura efetiva diminui, deixando a estrela avermelhada. A diminuição da temperatura é causada pelo reajuste do gradiente de temperatura que mantém o transporte de energia apropriado (LeBlanc, 2010).

Quando a temperatura central se aproxima a  $10^8$  K, começa a fusão nuclear do He. A ignição repentina e instável desse elemento aumenta consideravelmente a luminosidade da estrela. Esse evento é chamado de flash de hélio (*helium flash*). A queima do hélio aumenta ainda mais a temperatura e a energia nuclear. Eventualmente, a temperatura para de crescer e cai para valores de queima de He estável (Kippenhahn et al., 2012). Enquanto isso, o H ainda sofre fusão em uma camada ao redor do núcleo. Neste processo, a estrela chega ao chamado ramo horizontal.

Com o He exaurido no núcleo, forma-se uma camada de queima do He externa à camada de queima de H e a estrela entra no ramo assintótico das gigantes (*Asymptotic Giant Branch*, AGB). O núcleo se torna rico em carbono e as reações nucleares começam a diminuir (LeBlanc, 2010). Como a camada de He queima mais rapidamente que a de H pode suprir, o He queima de forma intermitente, o que torna a estrela instável ao ponto de iniciar uma fase de pulsação (Boffin e Jones, 2019). Nesse estágio, a taxa de perda de massa da estrela é cerca de  $10^{-5} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  (LeBlanc, 2010).

Após a saída da estrela do ramo assintótico das gigantes, a instabilidade dinâmica e a pressão de radiação começam a ejetar as camadas mais externas. As pulsações podem ter amplitudes altas o suficiente para que o envelope da estrela escape. As pulsações continuam até que a zona rica em H seja ejetada. Com a descontinuidade na composição química do interior, entre as camadas de H e He, a ejeção cessa (Osterbrock e Ferland, 2006).

O remanescente é uma estrela central sem reações nucleares, chamada anã branca devido ao raio de  $\sim 0.03 R_{\odot}$  e alta temperatura efetiva (dezenas de milhares de K). Esse

remanescente de estrela mantém seu raio constante e irradia sua energia térmica interna (Osterbrock e Ferland, 2006). Com o passar do tempo, a estrela não será mais detectável devido ao resfriamento. Esse remanescente chama-se anã negra.

Quando a estrela perde suas camadas ela expõe seu núcleo, que é a estrela central da NP formada. Quando esta alcança temperaturas de mais que 20 kK, o gás ejetado torna-se ionizado pela estrela central, o que marca o início da fase de NP (Osterbrock e Ferland, 2006). Com o esfriamento da estrela central e a expansão do gás que torna o gás cada vez mais tênue, a nebulosa não será mais detectável. O tempo de vida de uma NP é da ordem de  $\sim 10^4$  anos.

## 1.2 Morfologias

Nebulosas planetárias apresentam diversas morfologias. Na Figura 1.2, são mostrados alguns exemplos. Os processos físicos por trás da produção das diferentes formas e subestruturas desses objetos ainda não são totalmente compreendidos (Kwok, 2000; Gonçalves et al., 2000). Uma teoria que busca explicar a diversidade morfológica das NPs é a teoria dos ventos interagentes, sugerida por Kwok et al. (1978). Essa teoria sugere que NPs são resultado não de um único episódio de ejeção de matéria, mas de múltiplas ejeções ao longo de sua transição de AGB a NP. Após a perda de massa na fase AGB, a estrela ejeta material com velocidade maior, já que esta é relacionada à velocidade de escape e pressão de radiação. Esse novo vento rápido interage com o vento lento da AGB anteriormente ejetado, formando a estrutura da nebulosa planetária. A presença de campos magnéticos, estrelas companheiras e, mesmo planetas, também são mecanismos que foram estudados na tentativa de explicar a formação das estruturas morfológicas das NPs (Kwok, 2000).

Estudos da morfologia de NPs em geral consideram a morfologia projetada (Chong et al., 2012). Inferir a estrutura real a partir da imagem bidimensional que observamos pode ser bastante difícil (Kwok, 2000). Por exemplo, Khromov e Kohoutek (1968) mostraram que diferentes morfologias projetadas de NPs poderiam ser geradas por uma estrutura toroidal observada de diferentes ângulos de visada.

Outra dificuldade em se determinar a real estrutura de uma NP é a falta de cobertura espectral. Diferentes estruturas internas podem emitir em distintos comprimentos de onda, dependendo das suas condições físicas, como veremos nas seções seguintes. Para revelar

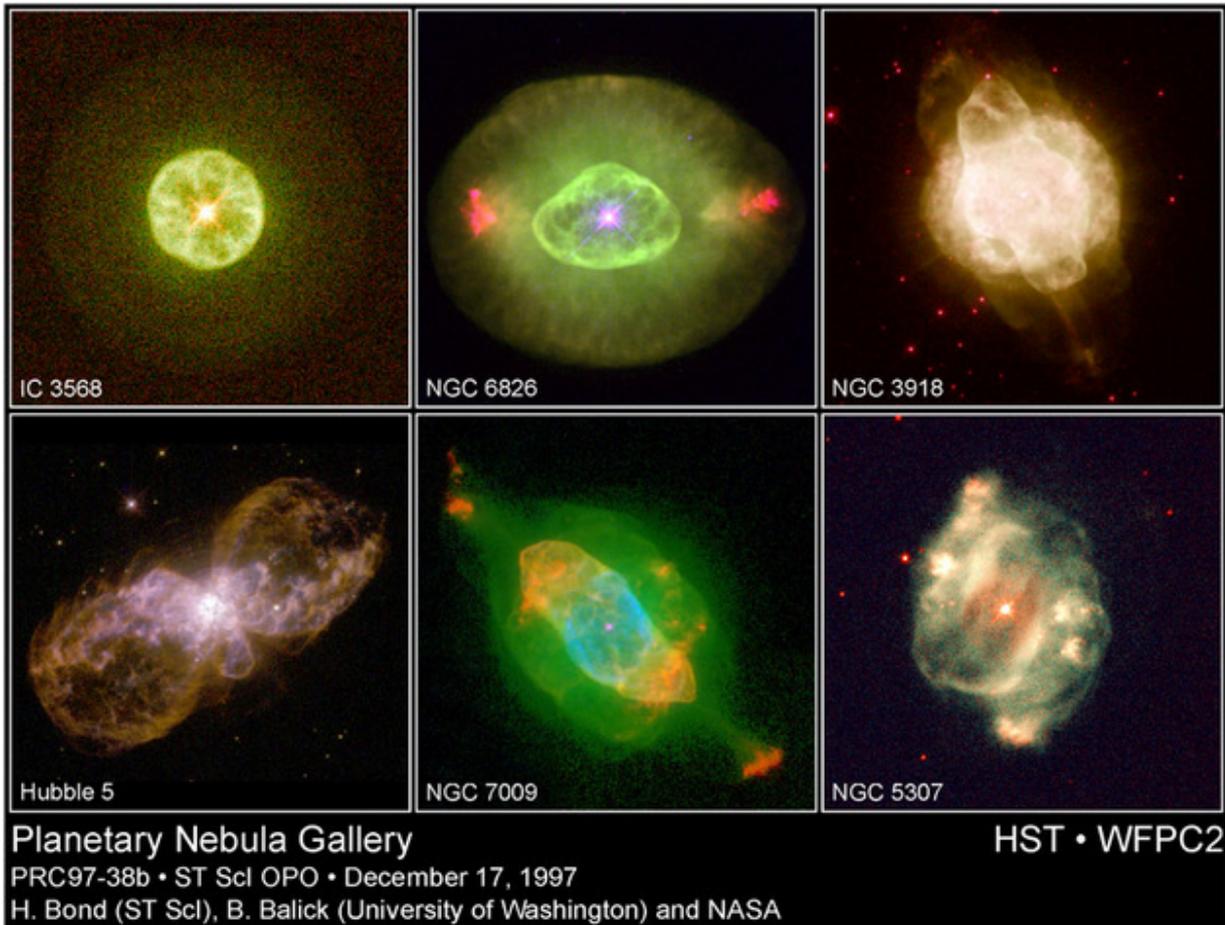


Figura 1.2: Imagens de algumas das NPs observadas com o Telescópio Espacial Hubble. Créditos das imagens: H. Bond, B. Balick e NASA.

completamente as estruturas da NP, é importante cobrir diferentes tipos de emissão.

### 1.3 A Nebulosa e seu Espectro Óptico

Um exemplo de espectro óptico de uma NP é mostrado na Figura 1.3. O espectro de NPs é dominado por linhas de emissão intensas produzidas no gás sobrepostas a um contínuo tipicamente fraco composto por fótons da fonte central e radiação difusa da nebulosa. Na figura, são vistas linhas comuns no espectro visível de NPs como linhas da série de Balmer do hidrogênio ( $H\alpha$ ,  $H\beta$ , etc.),  $[O III] \lambda 5007$  e  $[N II] \lambda 6548$  e  $\lambda 6585$  e  $He II \lambda 4687$ . Íons de C, Ne, Ar e S também podem emitir linhas detectáveis na parte óptica do espectro de NPs (Frew e Parker, 2010).

O espectro óptico de uma NP pode ser explicado como o espectro de um gás ionizado pela radiação emitida pela estrela central. Os íons desse gás podem ser identificados no

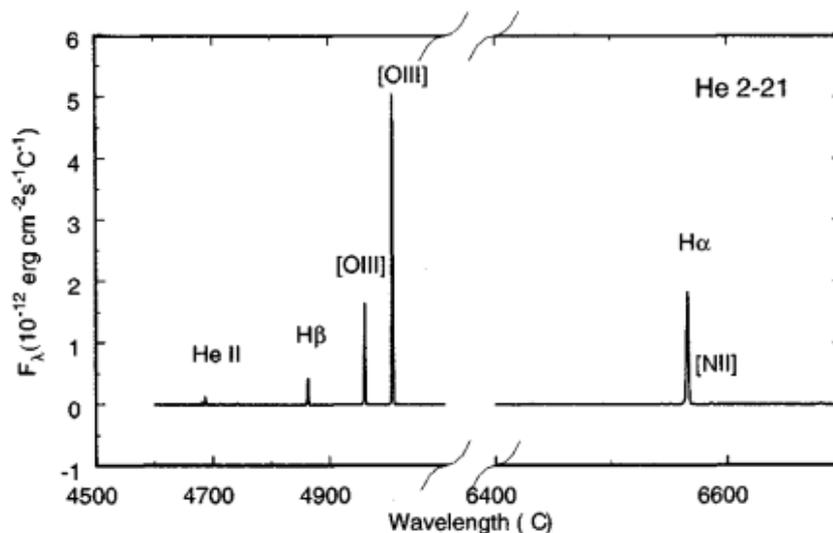


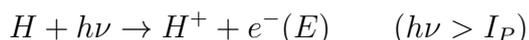
Figura 1.3: Espectro de linhas de emissão da NP He 2-21 na faixa do óptico. São observadas linhas de H, He e linhas proibidas de O e N. Figura reproduzida de Kwok (2000).

espectro de NPs através de suas linhas de emissão características. Esse espectro de linhas permite obter informações sobre as condições físicas do gás e abundância dos elementos. A densidade dos íons pode ser explicada predominantemente pelo balanço entre os processos de fotoionização e recombinação, embora possa haver outros processos secundários (e.g., troca de carga).

### 1.3.1 Ionização e aquecimento do gás

O espectro de radiação das estrelas centrais de NPs são similares ao de um corpo negro com temperaturas efetivas na faixa de 30 000 a 200 000 K e emitem fótons no ultravioleta (UV). Com luminosidades na faixa das centenas a milhares de luminosidades solares, as estrelas centrais fotoionizam o gás nebuloso.

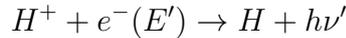
Fotoionização é a remoção de um elétron de uma espécie (átomo ou molécula) causada pela absorção de um fóton (transição ligado-livre), i.e.,



A energia mínima de um fóton ( $h\nu$ ) necessária para arrancar um elétron ( $e^-$ ) de um átomo é chamada de potencial de ionização ( $I_P$ ) e depende do átomo e do nível eletrônico em questão. Para o estado fundamental do átomo de H, por exemplo, essa energia é de 13.6 eV. A energia excedente da ionização ( $E = h\nu - I_P$ ) é transferida ao elétron livre como energia cinética, o que contribui para o aquecimento do gás e produz uma distribuição Maxwelliana

de velocidade com temperatura entre 5 000 e 20 000 K (Osterbrock e Ferland, 2006).

Quando um elétron livre se recombina com um próton (transição livre-ligado), a energia cinética daquele é convertida em radiação emitida, removendo energia cinética do gás. O processo de recombinação pode ser descrito por:



A energia cinética removida do gás em cada recombinação é  $h\nu' = E' + I_p$ .

Os elétrons livres criados pela fotoionização, por terem alta seção de choque entre elétrons, equilibram-se termicamente de forma rápida com o meio. A taxa de recombinação elétron-próton é menor que a de interação entre elétrons, por isso, faz-se a aproximação de que o gás está em equilíbrio termodinâmico local. Então, a distribuição de energia pode ser caracterizada pela temperatura eletrônica cinética ( $T_e$ ) (Kwok, 2000).

A temperatura do gás é resultado do balanço entre os ganhos e as perdas de energia devido aos diversos processos físicos e químicos que ocorrem no gás. A fotoionização e a recombinação são processos dominantes de ganho e perda, respectivamente, no gás ionizado das NPs. Por ser o elemento mais abundante, os processos envolvendo o H determinam a estrutura de ionização e a distribuição de temperatura do gás de uma NP (Osterbrock e Ferland, 2006).

Outros processos contribuem para o balanço térmico. A emissão de linhas produzidas pelo decaimento a partir de níveis excitados colisionalmente também pode contribuir de forma importante para o esfriamento do gás na região ionizada. Nesse processo, a energia cinética do gás gasta para excitar a espécie é emitida em forma de energia radiativa que, ao escapar da nebulosa, é perdida.

### 1.3.2 Emissão Contínua

O contínuo é composto por emissão da estrela central e emissão difusa do gás. Como já mencionado, a emissão de uma estrela central de NP é bem aproximada pela emissão de um corpo negro com temperaturas típicas na faixa de 30 000 a 200 000 K. A emissão contínua difusa é produzida pela interação da radiação estelar com o gás, quando ocorre processos tipo livre-ligado e livre-livre. A emissão produzida pela recombinação eletrônica dos átomos (livre-ligado) domina no caso do espectro visível (Osterbrock e Ferland, 2006).

### 1.3.3 Linhas de emissão nebulares

As linhas de emissão atômicas são produzidas quando há uma transição de um estado mais energético a um menos energético, com a emissão de um fóton (transição ligado-ligado). A energia do fóton emitido é igual à diferença de energia entre os níveis.

O espectro óptico de NPs apresenta linhas de emissão de H e He intensas. Em NPs, onde ambas as espécies são predominantemente ionizadas, tanto as linhas de H quanto de He são produzidas por transições radiativas que seguem a recombinação do elétron em níveis elevados. Esse tipo de linha é chamado de linha de recombinação.

No espectro óptico de NPs, estão presentes as linhas brilhantes da série Balmer do H, produzidas pelo decaimento de níveis superiores para o nível eletrônico com número quântico principal  $n = 2$ . Destacam-se as linhas produzidas nas transições mais baixas e que são mais intensas,  $H\alpha$  em  $\lambda 6562.80$  ( $n = 3 \rightarrow 2$ ) e  $H\beta$  em  $\lambda 4861.33$  ( $n = 4 \rightarrow 2$ ), como visto na Fig. 1.3.

Linhas de recombinação de outros elementos também podem ser detectadas no espectro óptico de NPs. As linhas comumente detectadas pertencem aos átomos de C, N e O. Essas são tipicamente mais fracas que as linhas do H e H, refletindo a abundância mais baixa destes elementos, cujos valores são  $\sim 10^4$ – $10^5$  menores que a densidade de H.

As linhas de metais<sup>1</sup> mais intensas do espectro de NPs são as chamadas linhas proibidas. As linhas proibidas são produzidas por transições radiativas proibidas pelas regras de seleção para transições de dipolo elétrico, mas permitidas via dipolo magnético ou quadrupolo elétrico (Kwok, 2000). Tais transições têm baixa probabilidade de ocorrência e, em condições típicas de laboratório, decaem predominantemente por colisão com outra partícula. Nas baixas densidades de NPs, a chance de colisão é muito menor que em laboratório e essas linhas podem ser produzidas. O plasma típico de NPs tem densidade milhares de vezes menor que o melhor vácuo produzido em laboratórios. Nas Figuras 1.4 e 1.5 são mostradas as transições que produzem algumas das linhas mais importantes do espectro óptico de NPs.

---

<sup>1</sup> Metal é o termo usado na Astronomia para designar qualquer elemento mais pesado que o He.

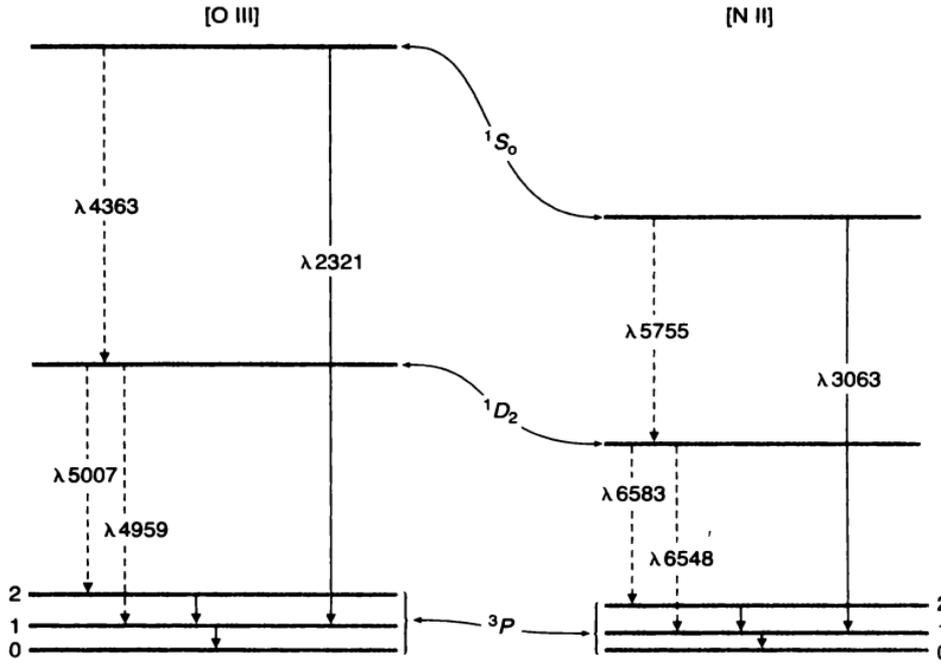


Figura 1.4: Diagrama dos níveis de energia das configurações fundamentais dos íons de  $[O\ III]$  e  $[N\ II]$  ( $2p^2$ ). As linhas indicam as transições. Para as linhas que caem na faixa do espectro visível (tracejadas) e UV (sólidas), os comprimentos de onda (em Å) são indicados. Figura reproduzida de [Osterbrock e Ferland \(2006\)](#).

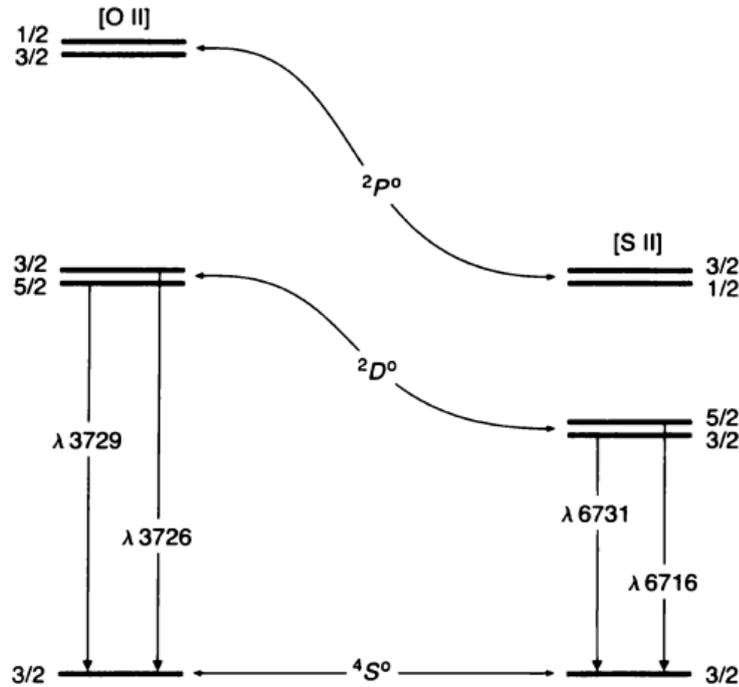


Figura 1.5: Diagrama dos níveis de energia das configurações fundamentais dos íons de  $[O\ II]$  e  $[S\ II]$  ( $2p^3$ ). As linhas indicam as transições importantes que caem na faixa do espectro visível; os comprimentos de onda (em Å) são indicados. Figura reproduzida de [Osterbrock e Ferland \(2006\)](#).

## 1.4 Análise nebular

Como veremos a seguir, é possível determinar as condições físicas (temperatura e densidade) e as abundâncias dos elementos em NPs a partir de razões de certas linhas de emissão nebulares. O uso de razões nestes métodos de análise nebular é bastante vantajoso pois os fazem independentes da determinação da distância, que ainda hoje é um parâmetro bastante incerto ou não determinado para um grande número de objetos.

### 1.4.1 Temperatura e Densidade eletrônicas

A razão entre os fluxos de linhas produzidas pelo decaimento a partir de dois níveis com grande diferença de energia pode depender fortemente da temperatura eletrônica (Osterbrock e Ferland, 2006). Isso significa que essas razões podem ser utilizadas para determinar a temperatura eletrônica do gás. As razões de linhas de [O III] ( $\lambda 4959 + \lambda 5007$ )/ $\lambda 4363$  e de [N II] ( $\lambda 6548 + \lambda 6584$ )/ $\lambda 5755$  são exemplos de razões que podem ser usadas para determinar este parâmetro em NPs e, de forma geral, em um gás fotoionizado. Estas duas razões são bastante utilizadas, pois envolvem linhas ópticas normalmente intensas nos espectros de NPs.

Na Figura 1.4 são mostrados os níveis de energia envolvidos nas transições mencionadas acima. É necessária uma quantidade significativamente maior de energia para excitar o átomo ao nível  $^1S_0$  do que ao nível  $^1D_2$ . Como a intensidade das linhas depende diretamente do povoamento do nível que as origina, as razões de linhas mencionadas acima diminuem de valor com o aumento da temperatura do gás. Lembrando que esse níveis são excitados normalmente por colisões com elétrons do meio, daí sua dependência com a temperatura eletrônica do gás.

A Figura 1.6 mostra a dependência de algumas razões de linhas que podem ser usadas como diagnóstico para obter a temperatura do gás (Osterbrock e Ferland, 2006). Os valores na figura são determinados para a densidade de  $1 \text{ cm}^{-3}$ .

McCall (1984) fornece expressões para o cálculo da temperatura e densidade eletrônicas do gás a partir das razões de linhas. Para [N II] e [O III], as expressões são:

$$R([N II]) = \frac{I([N II] \lambda\lambda 6548 + 6584)}{I([N II] \lambda 5755)} = 6.94 e^{\left(\frac{2.5 \times 10^4}{T}\right)} \frac{1 + 0.000568x}{1 + 2.52x} \quad (1.1)$$

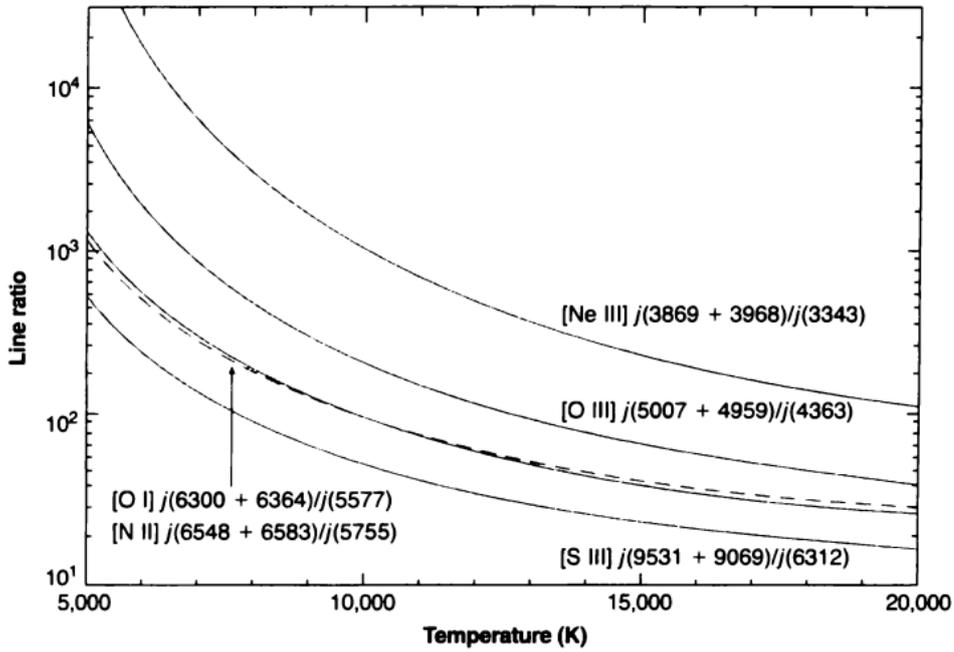


Figura 1.6: Razões de linhas de emissão proibidas sensíveis à temperatura eletrônica. Reprodução de figura de Osterbrock e Ferland (2006).

$$R([O III]) = \frac{I([O III] \lambda\lambda 4959 + 5007)}{I([O III] \lambda 4363)} = 7.76 t^{-0.05} e^{\left(\frac{3.297}{t}\right)} \frac{1 + 0.000384x}{1 + 0.0462x} \quad (1.2)$$

em que  $I(X)$  é a intensidade da linha de emissão  $X$ ,  $n_e$  é a densidade eletrônica,  $T$  é a temperatura eletrônica,  $t = 10^{-4} T$  e  $x = 10^{-4} n_e / T^{1/2}$ . Estas expressões podem ser resolvidas analítica ou numericamente de forma iterativa, para a obtenção da densidade e temperatura do gás uma vez que a razão de linhas seja medida. Essas equações podem ser utilizadas no limite de densidade  $n_e < 10^4 \text{ cm}^{-3}$  e temperaturas  $T > 5000 \text{ K}$ .

Na Figura 1.7, é mostrada a comparação entre a dependência da razão das linhas de [N II] com  $T_e$  fornecida por Osterbrock e Ferland (2006) (a mesma mostrada na Figura 1.6) e o resultado correspondente obtido da Equação 1.1 de McCall (1984) para a razão das linhas de [N II]. As duas curvas fornecem valores similares.

A densidade eletrônica do gás também pode ser estimada a partir da razão de intensidades de certas linhas. Nesse caso, é preciso usar razões que tenham fraca dependência com a temperatura. Razões entre linhas que são produzidas em níveis com pequena separação de energia dependem pouco de  $T_e$ . As linhas de [O II] e [S II] indicadas na Fig. 1.5 são exemplos de linhas com pouca dependência com a temperatura e que são boas indicadoras de densidade nas faixas típicas encontradas em NPs.

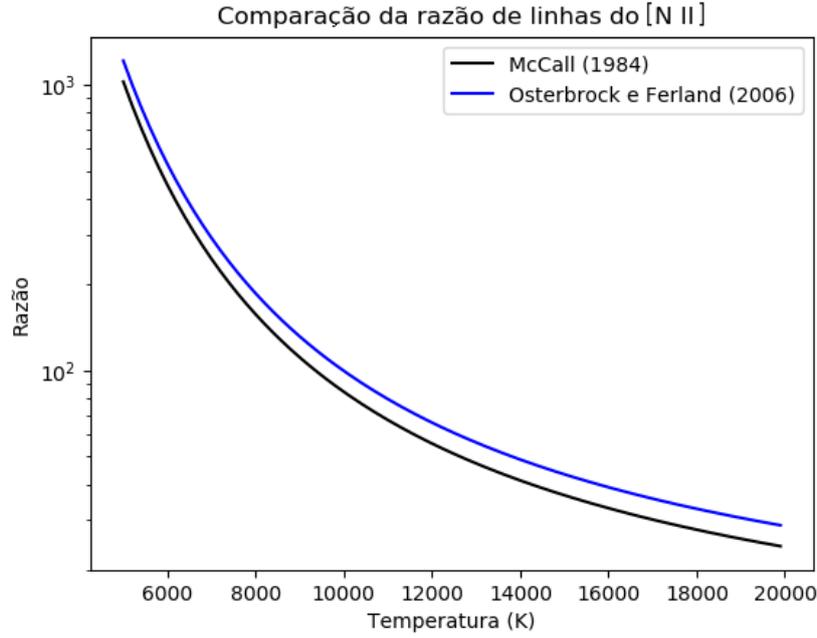


Figura 1.7: Comparação dos resultados das equações de [McCall \(1984\)](#) (preta) e de [Osterbrock e Ferland \(2006\)](#) (roxa) para cálculo da temperatura eletrônica do gás a partir da razão entre as linhas de [N II] ( $\lambda 6548 + \lambda 6584$ )/ $\lambda 5755$ .

Para o íon [S II], [McCall \(1984\)](#) fornece a expressão para a dependência com  $T_e$  e  $n_e$ :

$$R([S II]) = \frac{I([S II]\lambda 6716)}{I([S II]\lambda 6731)} = 1.49 \frac{1 + 3.77x}{1 + 12.8x} \quad (1.3)$$

É importante ressaltar que há um intervalo de densidade onde as razões de linhas podem ser utilizadas para determinação dos parâmetros físicos. Para a razão de linhas do [S II], o intervalo de validade compreende densidades entre  $\sim 10^2 \text{ cm}^{-3}$  e  $\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$  ([Draine, 2011](#)). Para densidades maiores que  $\sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$ , a desexcitação colisional se torna importante ([Osterbrock e Ferland, 2006](#)).

As Equações 1.1 e 1.2 são exemplos da determinação direta de temperatura a partir das linhas de emissão de NPs. As expressões são derivadas a partir de cálculos detalhados da população dos níveis eletrônicos de cada espécie em função das condições físicas.

A determinação de temperatura e densidade nebular podem ser obtidas de forma similar à descrita anteriormente por outros íons, como os de [O II], [Ne IV], [Cl III] e [Ar IV]. Porém, é importante ressaltar que diferentes íons estão presentes em diferentes regiões da NP. Os valores de  $T_e$  e  $n_e$  obtidos a partir de um íon refletem as condições da região onde esse íon está presente. Isso é importante, pois a densidade e a temperatura do gás em uma NP não são homogêneas. Diferenças de ordem de grandeza nessas quantidades podem ser

inferidas em uma mesma NP (Kwok, 2000).

É também importante mencionar que os valores de  $T_e$  e  $n_e$  obtidos da análise nebular empírica devem ser interpretados como valores médios na linha de visada, já que as condições físicas podem variar ponto a ponto dentro da NP.

#### 1.4.2 Abundâncias Químicas

Como visto, NPs são formadas a partir da evolução de estrelas de massa baixa e intermediária, que não sintetizam elementos pesados, como O, Ne, Ar e S, durante sua evolução. Esses elementos são provenientes do ambiente de formação da estrela. Por isso, saber sobre a abundância química em NPs dá informação tanto da evolução da estrela progenitora, quanto da metalicidade do meio onde ela é formada (Kwok, 2000).

As abundâncias químicas podem ser obtidas pela intensidade das linhas de emissão. Como visto, o espectro de emissão em NPs é marcado por linhas proibidas e permitidas. A formação dessas linhas é resultado do povoamento de níveis dos elementos que por sua vez são resultado das condições físicas do gás. Para linhas de recombinação de H e He, o povoamento é dado principalmente pela recombinação dos íons com elétrons livres. Para íons de metais, cujos níveis estão mais próximos do fundamental, o povoamento desses níveis pode ser dado por colisão com outros elétrons. Sabendo o povoamento dos níveis e as condições de temperatura e densidade do gás, pode-se obter a emissividade de uma dada linha espectral por:

$$\epsilon_{ji} = n_j A_{ji} h\nu_{ji} \quad (1.4)$$

onde  $n_j$  é a população do nível  $j$ ,  $A_{ji}$  ( $j > i$ ) é a probabilidade de transição do nível  $j$  para o nível  $i$ .

Para obter as abundâncias de elementos mais pesados que H e He, para os quais os níveis mais baixos são povoados essencialmente por interações colisionais, adota-se um modelo de átomo com certo número de níveis (em geral, em torno de 5). As equações de equilíbrio estatístico podem então ser facilmente resolvidas para a determinação das populações nos diversos níveis dos íons considerados (Kwok, 2000).

De modo geral, usando as condições físicas determinadas como descrito na seção anterior, pode-se determinar as abundâncias iônicas relativas ao íon  $H^+$  a partir das intensidades de suas linhas de emissão relativas a  $H\beta$ . Para um dado íon  $X^i$  a razão de linhas

nos fornece a abundância iônica via:

$$\frac{n(X^i)}{n(H^+)} = \frac{I(\lambda)}{I(H\beta)} \frac{\epsilon(H\beta)}{\epsilon(\lambda)}, \quad (1.5)$$

Abundâncias de elementos mais pesados que o He podem ser obtidas pela comparação entre intensidades de linhas excitadas colisionalmente com linhas de recombinação do H (Draine, 2011). Por exemplo, no regime de baixa densidade ( $n_e < 10^4 \text{ cm}^{-3}$ ), a abundância de  $O^{++}$  pode ser dada em relação a H pela razão

$$\frac{n(O \text{ III})}{n(H^+)} = C \frac{I([O \text{ III}]5008)}{I(H\beta)} T_4^{-0.87} e^{2.917/T_4}$$

onde C é uma constante,  $n$  as densidades iônicas em questão,  $I$  são as intensidades das linhas usadas e  $T_4$  é a temperatura  $T/10^4$ . Ou seja, dada a temperatura, pode-se obter a abundância. Porém, as linhas colisionais dependem fortemente da temperatura do gás e de maneira diferente que o  $H^+$  depende. Isso faz com que a incerteza na determinação de abundância cresça significativamente com a incerteza na temperatura. Para as linhas de recombinação na região óptica do espectro, a dependência com a temperatura é similar à de  $H^+$ , o que permite a comparação direta da razão de íons (Draine, 2011).

As abundâncias totais dos elementos são então obtidas somando-se as contribuições de cada de íon do elemento. Essa soma tem que ser realizada com todos os íons de abundância significativa na região estudada. Entretanto, nem todos os estágios de ionização são observados concomitantemente. Assim, costuma-se usar um fator de correção (ICF, do inglês *Ionization Correction Factor*) para levar em conta os estágios não observados (Maciel, 2002).

O ICF pode ser obtido tanto pelas linhas de emissão, quanto por modelos de ionização. No caso do He atômico, que não produz linhas de emissão, a correção pode ser feita utilizando o [S II], que tem potencial de ionização semelhante (Osterbrock e Ferland, 2006):

$$\frac{n(He^0)}{n(He^+)} = \frac{n(S^+)}{n(S^{++})} \quad (1.6)$$

resultando na abundância de  $He^0$ .

O método de determinação de abundâncias a partir das linhas de emissão não deveria depender do processo de excitação da linha, mas depende. Os cálculos feitos com linhas

excitadas colisionalmente (CELs) não concordam com os feitos a partir de linhas de recombinação (RLs). Esse problema é chamado problema da discrepância de abundâncias e é uma área de pesquisa ativa na astrofísica. As abundâncias calculadas pelas RLs são sistematicamente maiores que as abundâncias obtidas pelas CELs (Delgado-Inglada, 2017).

A razão entre abundâncias obtidas por RLs e CELs é chamada de ADF, do inglês *Abundance Discrepancy Factor*, traduzida como fator de discrepância de abundância. Alguns cenários foram propostos como causa da discrepância, como inomogeneidades de temperatura, cenário sugerido por Peimbert (1967) e Torres-Peimbert et al. (1980), ou inomogeneidades químicas, proposto por Liu (2000) (Delgado-Inglada, 2017).

Peimbert et al. (2014) encontraram densidades a partir de linhas de recombinação e de colisão para uma amostra de 20 NPs. Eles encontraram valores semelhantes pelos dois métodos e concluem que não há inomogeneidades de densidade na maioria dos objetos estudados.

A análise nebular a partir do espectro de emissão das NPs é o principal tema deste trabalho. Com a espectroscopia em 3D, como as obtidas com o IFU (*Integral Field Unit*), obtém-se adicionalmente a informação espacial em 2D (imagem projetada no céu para cada comprimento de onda). Os cubos de dados obtidos com o IFU consistem em vários espectros individuais coletados por um grupo de fibras ópticas, cobrindo uma vasta região do céu, sem a necessidade de encaixar uma fenda no objeto de estudo.

Uma das vantagens da espectroscopia de IFU é a simultaneidade na coleta de informação espacial e espectral, o que, além da eficiência de observação, garante a homogeneidade dos dados (Arribas et al., 1999).

### 1.4.3 Extinção

Para o diagnóstico do gás, deve-se considerar o efeito de atenuação causado por absorção e espalhamento da luz antes de chegar ao observador (Draine, 2011). Esse efeito é chamado extinção e é causado pelas partículas de poeira no caminho da radiação. A extinção depende do comprimento de onda. O forte efeito da poeira presente no meio interestelar faz com que a região azul do espectro seja mais afetada (Osterbrock e Ferland, 2006). As partículas de poeira causam maior extinção da luz azul e ultravioleta. Por isso, é comum dizer que o espectro foi avermelhado. Uma maneira de obter a extinção interestelar é a partir da razão de linhas  $H\alpha/H\beta$ . Como esta razão depende fracamente das condições

físicas do gás e seus comprimentos de onda são razoavelmente distantes, esta razão, quando comparada com a razão teórica, fornece o valor da extinção através da bem conhecida equação

$$\left[ \frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}} \right]_{\text{corrigido}} = \left[ \frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}} \right]_{\text{observado}} 10^{c(H\beta)[f(H\alpha)-f(H\beta)]} \quad (1.7)$$

em que  $F_X$  é o fluxo da linha de emissão X,  $c(H\beta)$  é o coeficiente de extinção e  $f(\lambda)$  é a dependência do comprimento de onda com a extinção. Essa dependência é chamada lei de extinção. Na literatura encontramos várias leis de extinção. Neste trabalho usamos uma das mais amplamente utilizadas, a de [Fitzpatrick \(1999\)](#). Cálculos similares podem ser realizados com outras linhas de hidrogênio para se obter um valor médio mais preciso da extinção. Linhas de recombinação do He também podem ser usadas (e.g. [Van Hoof et al., 2000](#)).

## 1.5 Estudo de NPs com IFS

Nas últimas décadas, a espectroscopia de campo integral vem se tornando uma importante técnica observacional ([Mediavilla et al., 2011](#)). A cobertura espacial somada ao grande número de espectros obtidos (de até 6400, no caso do VIMOS<sup>2</sup>) é uma notável vantagem.

A espectroscopia de campo integral é uma técnica valiosa nos estudos de objetos extensos. Pela análise espacial é possível obter informações físicas e químicas na extensão do objeto, como cinemática, abundâncias químicas e extinção atmosférica espacialmente resolvidas. Com instrumentos recentes, como o VIMOS, o MUSE<sup>3</sup>, o WiFeS<sup>4</sup>, SINFONI<sup>5</sup> e o NIFS<sup>6</sup>, é possível compreender tanto o espectro óptico quanto o infravermelho ([Akras et al., 2020](#)).

Nebulosas planetárias são objetos extensos no céu e, dada a diversidade de morfologias das NPs, o estudo desses objetos com espectroscopia de campo integral tem muito a oferecer. Mesmo assim, não existem muitos trabalhos sobre NPs com essa técnica. O

<sup>2</sup> [Le Fèvre et al. \(2003\)](#)

<sup>3</sup> [Bacon et al. \(2010\)](#)

<sup>4</sup> [Dopita et al. \(2007\)](#)

<sup>5</sup> [Eisenhauer et al. \(2003\)](#)

<sup>6</sup> [McGregor et al. \(2003\)](#)

primeiro trabalho desse tipo, para NPs galácticas, foi publicado há pouco mais de uma década, por Tsamis et al. (2008). García-Rojas et al. (2016) estudaram a discrepância de abundâncias de NPs com dados IFS do VIMOS. Além do gás da NP, sua estrela central pode ser estudada com dados da espectroscopia 3D, como visto nos trabalhos de Basurah et al. (2016) e Danehkar (2014). Trabalhos como os de Ali e Dopita (2019), Akras et al. (2020) e Walsh e Monreal-Ibero (2020) são exemplos de estudos recentes de NPs com IFS.

## 1.6 Nebulosas Estudadas

As quatro nebulosas estudadas neste trabalho foram alvos de poucos trabalhos e não possuem publicações prévias com espectroscopia de campo integral. São elas as NPs He 2-108, He 2-117, He 2-434 e IC 4191. Nesta seção, compilamos os resultados dos principais estudos de cada um desses objeto e que são relevantes para o presente estudo.

Na Tabela 1.1, resumimos algumas das principais características encontradas. As coordenadas das quatro NPs selecionadas são mostradas na Tabela 1.1. As posições foram obtidas no catálogo Gaia-DR2 (publicado no catálogo *VizieR On-line Data Catalog I/345*; Gaia Collaboration, 2016, 2018a,b), para as NPs He 2-108, He 2-117 e He 2-434. As coordenadas da NP IC 4191 foram obtidas no catálogo 2MASS (publicado no catálogo *VizieR II/246*; Cutri et al., 2003; Skrutskie et al., 2006). As demais referências para os valores são dadas nas seções a seguir.

Tabela 1.1 - Principais características das NPs estudadas.

	<b>He 2-108</b>	<b>He 2-117</b>	<b>He 2-434</b>	<b>IC 4191</b>
<b>PNG</b>	316.1+08.4	320.9+02.0	320.3-28.8	304.5-04.8
<b>A.R.</b>	14 18 08.88565	15 05 59.19246	19 33 49.36806	13 08 47.34
<b>Dec.</b>	-52 10 39.51806	-55 59 16.62897	-74 32 58.66435	-67 38 37.6
<b>Morfologia</b>	Elíptica	Bipolar/Irregular	Bipolar	Bipolar/Irregular
<b>Dimensões</b>	13.6" × 12.3"	5.4" × 4.4"	10"	20"
<b>Distância</b>	3.7-4.6 kpc	2.7±0.9 kpc		2.3-2.7 kpc
<b>Estrela Central:</b>				
$T_{\text{eff}}$	32.0-39.0 kK	>51 kK		105 kK
<b>Luminosidade</b>	3550 $L_{\odot}$	9900 $L_{\odot}$		10 000 $L_{\odot}$

## 1.6.1 He 2-108

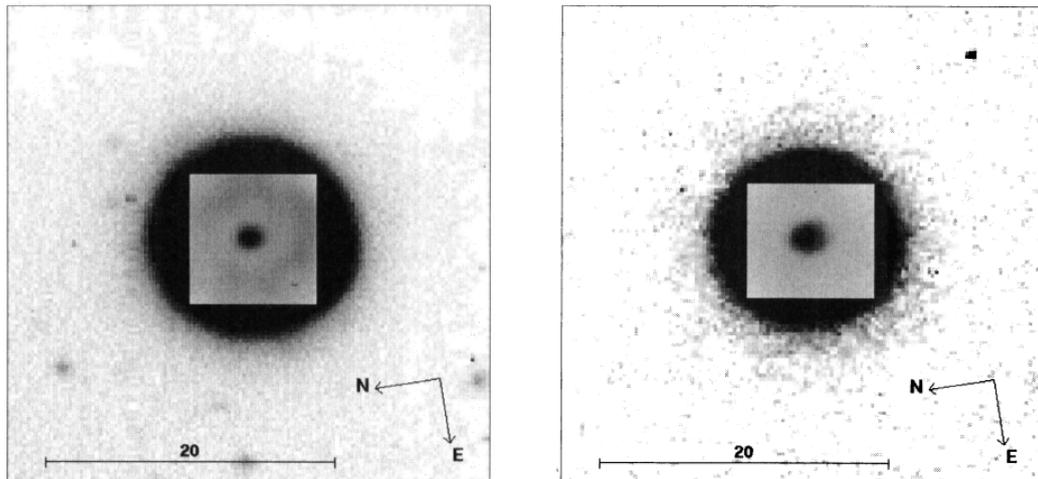


Figura 1.8: Imagens das emissões de  $H\alpha$  (esquerda) e  $[O\ III] \lambda 5007$  (direita) da nebulosa He 2-108. Figura reproduzida de Schwarz et al. (1992). A parte central foi reescalada por ser muito mais brilhante que a parte externa da NP.

Na Figura 1.8, são mostradas imagens da nebulosa He 2-108 obtidas por imageamento em banda estreita feito por Schwarz et al. (1992). A imagem à esquerda mostra a emissão em  $H\alpha$  com contribuição de  $[N\ II]$  e a imagem à direita mostra a emissão de  $[O\ III] \lambda 5007$ . Em ambas imagens, vemos uma estrutura com morfologia projetada elíptica, quase circular com diâmetro próximo a  $15''$ , de acordo com os autores das imagens Schwarz et al. (1992). Tylenda et al. (2003), em seu estudo das dimensões angulares de 312 NPs com base em mapas de  $H\alpha$  e  $H\alpha+[N\ II]$ , determinaram as dimensões de  $13.6'' \times 12.3''$  para He 2-108.

São usadas duas escalas de intensidade na imagem de Schwarz et al. (1992), separadas pelo quadrado central. Dentro deste quadrado, no mapa de  $H\alpha$ , é visível uma estrutura central aproximadamente circular e um anel menos intenso ao redor. Na imagem de  $[O\ III]$ , apenas o um núcleo é visto.

Stanghellini et al. (2008) obtiveram a distância de 4.3 kpc para essa NP, utilizando propriedades de NPs das Nuvens de Magalhães. Mendez et al. (1992) encontraram a distância espectroscópica de 4.6 kpc.

Com base no espectro óptico, Parthasarathy et al. (1998) classificaram a estrela central dessa NP como uma estrela emissora de linhas fracas (WELS, do inglês *weak emission line stars*), que sugerem ser um objeto de transição entre o tipo Wolf-Rayet rica em carbono ( $[WC]$ ) e uma estrela pré anã-branca. Mais recentemente, Weidmann et al. (2015) fizeram

uma classificação de 19 estrelas centrais de NPs com base no espectro de linhas de emissão fracas, em que colocaram a classificação da estrela central da He 2-108 com tipo espectral Of.

A massa e a temperatura efetiva da estrela central de He 2-108 foram calculadas por [Pauldrach et al. \(2004\)](#) a partir de modelos hidrodinâmicos de atmosferas estelares e com dados do espectro no UV. Os valores encontrados são  $M_* = 1.33 M_\odot$  e  $T_{eff} = 39$  kK.

[Hultzsch et al. \(2007\)](#) estudaram a estrela central de He 2-108 através de espectroscopia de alta resolução. Os autores encontraram dois valores de temperatura efetiva da estrela central que podem reproduzir o espectro dentro das incertezas das observações. Os valores encontrados são de  $T_{eff} = 34000 \pm 2000$  K e  $T_{eff} = 39000 \pm 1500$  K. Usando a primeira temperatura, os autores determinaram a abundância de He em  $\text{He}/\text{H} = 0.15 \pm 0.02$  e, para a segunda temperatura, em  $\text{He}/\text{H} = 0.10 \pm 0.02$ , valores que consideraram normais para uma nebulosa com estrela central rica em H. Devido à inconsistência entre  $\text{H}\alpha$  e He II  $\lambda 4686$  de modelos sem inomogeneidades, eles consideraram a possibilidade da presença de adensamentos nesta NP.

Em um estudo dos espectros infravermelho médio, óptico e ultravioleta da nebulosa, [Pottasch et al. \(2011\)](#) encontraram a densidade eletrônica do gás de  $n_e = 2200 \text{ cm}^{-3}$  a partir da razão de linhas de  $[\text{S III}] 33.4\mu\text{m}/18.7\mu\text{m}$  do infravermelho e a temperatura eletrônica de  $T_e = 9500$  K a partir da razão de linhas de  $[\text{O III}]\lambda 4363/\lambda 5007$ . Eles encontraram as abundâncias químicas de alguns elementos, entre eles,  $\text{He}/\text{H} = 0.11$ ,  $\text{N}/\text{H} = 0.60 \times 10^{-4}$  e  $\text{O}/\text{H} = 2.8 \times 10^{-4}$ . Obtiveram a temperatura efetiva da estrela central de 32 kK a partir de um ajuste nas linhas espectrais. Eles usam a velocidade radial da NP de 12 km/s (encontrada por [Acker et al. 1992](#)) para obter a luminosidade da estrela  $L/L_\odot = 3550$  e a massa do núcleo de  $0.56 M_\odot$ . Encontraram a massa da estrela a partir de modelos de evolução teóricos e calcularam a distância de 3.7 kpc. Com base na análise espectral, concluem que a estrela é rica em hidrogênio.

[Górny \(2014\)](#) classificou a NP He 2-108 como tipo *very late* (VL), que representa NPs de baixa ionização com linhas de C IV  $\lambda 5801$  e C III  $\lambda 5695$  não estreitas no espectro da estrela. Também identificaram linhas de He II  $\lambda 4686$  e C II  $\lambda 7235$  como estelares.

Outro estudo da estrela central dessa NP foi feito por [Hoffmann et al. \(2016\)](#), no qual foram feitos modelos para a CSPN. Obtiveram temperatura efetiva de 36 kK e 39 kK e massas de 0.62 e  $1.33 M_\odot$ . Nesse trabalho é sugerida a existência de pequenas inomoge-

neidades de densidade nos ventos da estrela.

### 1.6.2 He 2-117

A Figura 1.9 mostra imagens da NP He 2-117 obtidas por imageamento em banda estreita publicadas por Schwarz et al. (1992). Nas imagens são mostrados mapas de emissão de  $H\alpha$  e de  $[O III] \lambda 5007$ . Assim como na Figura 1.8, as imagens são mostradas com duas escala de brilho diferentes. O mapa de  $H\alpha$  na região central mostra uma estrutura retangular com dois lóbulos opostos de menor emissão. Essa morfologia projetada pode ser resultado de uma estrutura bipolar com uma estrutura tipo toro ou barril mais densa circundando a região central. A emissão mais externa também se mostra alongada na mesma direção que a estrutura central. Já a emissão central de  $[O III]$  mostra-se como um círculo de diâmetro similar ao diâmetro do possível toro visto em  $H\alpha$ . A estrutura externa, entretanto, não é redonda, mas mostra certo alongamento na mesma direção que a estrutura central de  $H\alpha$ . Górný (2014) fornece o diâmetro de  $4.9''$ . Tylenda et al. (2003) encontraram as dimensões para essa NP de  $5.4'' \times 4.4''$  com base nos mapas de  $H\alpha$  e  $H\alpha + [N II]$ .

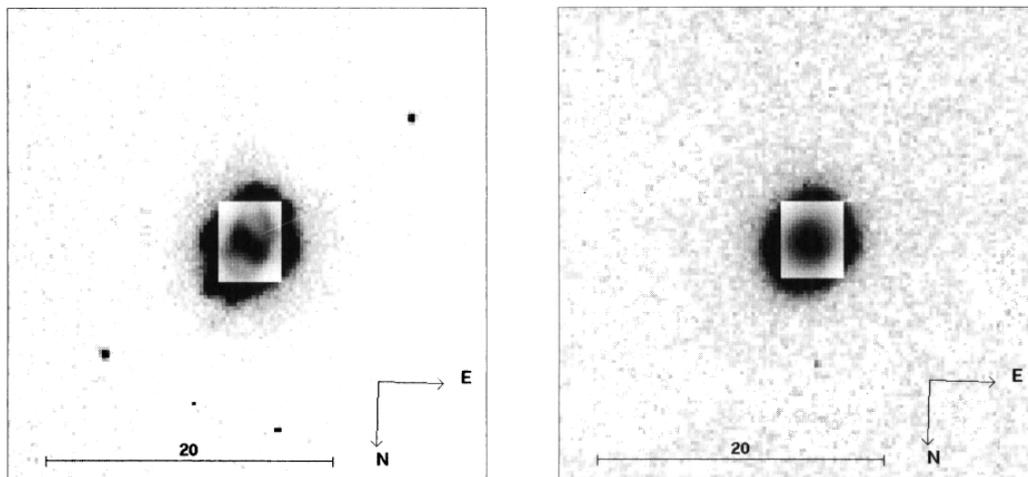


Figura 1.9: Imagens da NP He 2-117 por Schwarz et al. (1992). À esquerda, imagem tomada com filtro  $H\alpha + [N II]$  e, à direita, imagem tomada no filtro  $[O III]$ .

Para essa NP, Phillips (2004) encontrou a distância de  $2.7 \pm 0.9$  kpc a partir da gravidade da estrela central, velocidade radial, paralaxe espectroscópica, cinemática e trigonométrica e extinção.

Górný (2014) afirma que a estrela central é possivelmente tipo Wolf-Rayet, evidenciada

pela presença de uma linha de emissão larga de C IV  $\lambda 5805$ .

Shaw e Kaler (1989) fornecem o limite inferior de 51 000 K para a temperatura da estrela central. Stanghellini et al. (1993) fornecem uma luminosidade de 9900  $L_{\odot}$  e classificaram o formato dessa NP como irregular.

A partir da espectroscopia óptica de fenda longa, Costa et al. (1996) determinaram os parâmetros físicos nebulares de He 2-117. Eles encontraram a densidade eletrônica de  $n_e = 25120 \text{ cm}^{-3}$  a partir da razão de linhas de [S II] e a temperatura eletrônica de  $T_e = 9880 \text{ K}$  a partir das linhas de [N II]. A abundância de He encontrada foi de  $\text{He}/\text{H} = 0.15$ .

A classe e a abundância química dessa NP foram estudadas por Quireza et al. (2007). Eles classificaram a nebulosa como Tipo I de Peimbert, por ser uma NP rica em He e N ( $\text{He}/\text{H} > 0.125$ ,  $\log \text{N}/\text{O} > -0.30$ ), localizada no disco da Galáxia e com baixa velocidade de dispersão. No trabalho é feita a reclassificação para o tipo IIa, com  $-0.513 < \log \text{N}/\text{O} < -0.324$ .

### 1.6.3 He 2-434

Schwarz et al. (1992) obtiveram imagens em banda estreita da NP He 2-434, mostrada na Figura 1.10. À esquerda na figura está a imagem da NP em  $\text{H}\alpha$ , e, à direita, o mapa em [O III]  $\lambda 5007$ . Na região central de ambos os mapas são visíveis pequenas estruturas simétricas em relação a um núcleo brilhante no centro na NP. Ao redor, no mapa externo, uma estrutura elíptica mais tênue é vista. Schwarz et al. (1992) determinam seu tamanho no mapa de  $\text{H}\alpha$  em  $10''$ .

Corradi et al. (1996) estudaram as estruturas de baixa ionização (LISs, do inglês *low ionization structures*) em uma amostra de 23 NPs. LISs são estruturas de pequena escala que mostram emissão intensa de linhas baixa ionização ([N II] e [O I]) se comparadas ao gás ao redor (Corradi et al., 1996; Akras e Gonçalves, 2016). Corradi et al. (1996) observaram em He 2-434 os dois nós simétricos e sugeriram que essas estruturas podem ser resultado de um processo de ejeção de massa colimada da estrela, também conhecidos como FLIERS (do inglês, *fast low-ionization emission regions* Balick et al., 1993). As imagens obtidas por Corradi et al. (1996) para esta NP são reproduzidas na Figura 1.11. São mostradas imagens das linhas de  $\text{H}\alpha + [\text{N II}] \lambda 6548, 6584$  (esquerda), [O III]  $\lambda 5007$  (centro) e  $(\text{H}\alpha + [\text{N II}])/[\text{O III}]$  (direita). As setas na última imagem apontam para os nós simétricos.

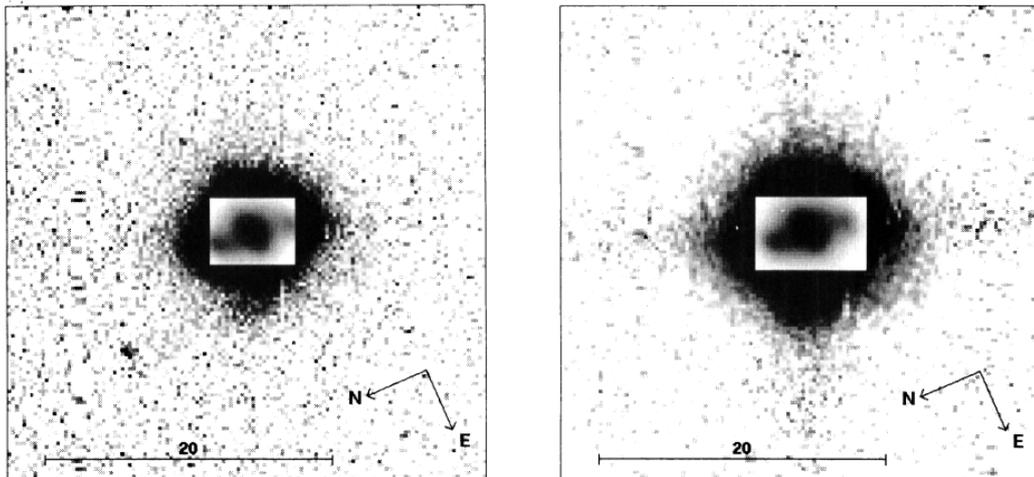


Figura 1.10: Imagens em banda estreita tomadas nas linhas de  $H\alpha$  (esq.) e  $[O\ III] \lambda 5007$  (dir.) da NP He 2-434 por Schwarz et al. (1992). Em ambos os mapas são vistos pequenos nódulos radialmente simétricos próximos ao centro.

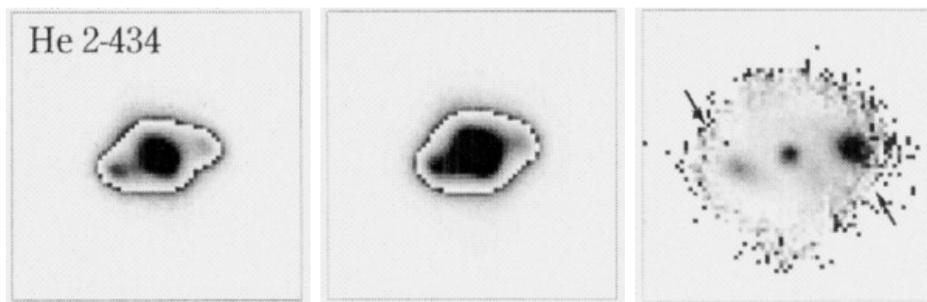


Figura 1.11: Imagens da NP He 2-434 em banda estreita tomadas nas linhas de  $H\alpha + [N\ II] \lambda 6548, 6584$  (esquerda),  $[O\ III] \lambda 5007$  (centro) e  $(H\alpha + [N\ II])/[O\ III]$  (direita) por Corradi et al. (1996). Nas três imagens são vistos nódulos radialmente simétricos próximos ao centro.

A estrela central dessa nebulosa tem tipo espectral O de acordo com espectro obtidos por Weidmann e Gamen (2011a).

Kingsburgh e Barlow (1994) estudaram abundâncias químicas de uma amostra de 68 NPs através de espectroscopia de fenda longa. Para a NP He 2-434, foram encontradas as abundâncias  $C/H = 2.301 \times 10^{-4}$ ,  $N/H = 6.934 \times 10^{-5}$  e  $O/H = 4.446 \times 10^{-4}$ .

#### 1.6.4 IC 4191

A nebulosa IC 4191 é mostrada nas Figuras 1.12 e 1.13. A primeira mostra as imagens de banda estreita em  $H\alpha$  e  $[O\ III] \lambda 5007$  obtidas por Schwarz et al. (1992). As imagens não mostram simetria aparente. Na imagem de  $H\alpha$  há um núcleo brilhante e uma estrutura irregular ao redor que inclui vários nódulos nas extremidades.

A Figura 1.13 é uma imagem obtida com o Telescópio Espacial Hubble (HST, do inglês *Hubble Space Telescope*) na região óptica do espectro. A imagem de maior resolução revela mais da estrutura complexa desta NP. A nebulosa parece ter dois lóbulos mais brilhantes, mas que não são simétricos como em uma nebulosa bipolar tradicional. Além disso, existem outras estruturas presentes ao redor. Sua morfologia foi classificada como irregular por [Stanghellini et al. \(1993\)](#) e como bipolar por [Sahai et al. \(2011\)](#), que notaram a presença de irregularidades e uma estrutura central tipo barril. [Shaw e Kaler \(1989\)](#) fornecem um tamanho de  $2.5''$ , enquanto outros trabalhos, provavelmente devido a maior sensibilidade a estruturas menos brilhantes, fornecem um tamanho maior, como os valores de [Schwarz et al. \(1992\)](#) ( $20''$ ), [Pottasch et al. \(2005\)](#) ( $12''$ ) e [Stanghellini et al. \(2008\)](#) ( $14''$ ). A Figura 1.12 mostra que há estruturas se estendendo por cerca de  $25''$ .

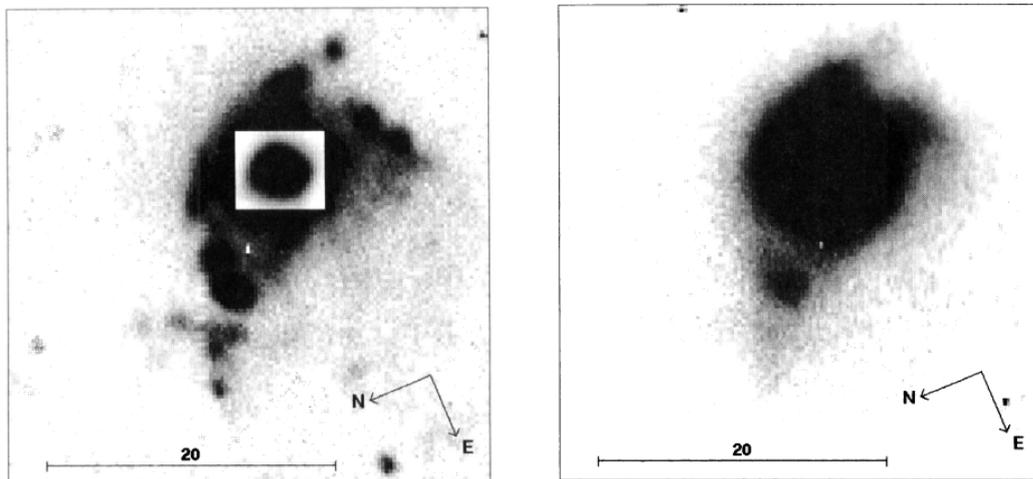


Figura 1.12: Imagens da NP IC 4191 obtidas por [Schwarz et al. \(1992\)](#). À esquerda, é mostrado o mapa de  $H\alpha$  e, à direita, o mapa de  $[O\ III] \lambda 5007$ .

[Stanghellini et al. \(1993\)](#) fornecem a distância de 2.3 kpc para esta nebulosa. Em um trabalho mais recente, [Stanghellini et al. \(2008\)](#) encontraram a distância de 2.7 kpc para a IC 4191.

[Shaw e Kaler \(1989\)](#) determinaram a temperatura da estrela central de  $T_{\text{eff}} = 105\,000\text{ K}$  e um limite superior para a sua luminosidade de  $L < 10\,000 L_{\odot}$ .

Usando espectroscopia óptica de fenda longa, [Tsamis et al. \(2003\)](#) determinara a temperatura eletrônica da nebulosa IC 4191  $T_e = 10\,000\text{ K}$  a partir das linha de  $[O\ III]$  e a densidade eletrônica  $n_e = 10\,150\text{ cm}^{-3}$  a partir da razão de linhas de  $[Cl\ III] \lambda 5537/5517$ . [Tsamis et al. \(2004\)](#) encontraram abundância de carbono  $C/H = 6.48 \cdot 10^{-4}$  a partir das

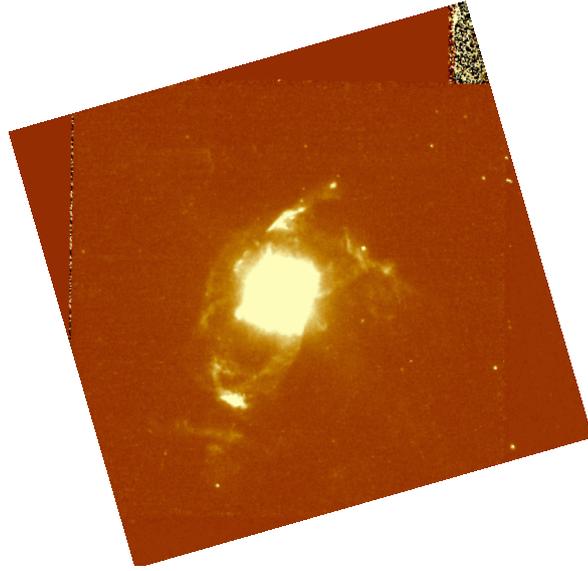


Figura 1.13: Imagem da NP IC 4191 obtida com o HST (*Proposal* 8345, P.I. R. Sahai). Imagem disponível em <https://mast.stsci.edu/portal/Mashup/Clients/Mast/Portal.html>.

linhas de recombinação desse elemento. A abundância de nitrogênio encontrada por eles foi de  $N/H = 8.12 \cdot 10^{-4}$ , a de oxigênio foi de  $O/H = 14.39 \cdot 10^{-4}$  a partir de linhas proibidas.

Pottasch et al. (2005) obtiveram a densidade eletrônica da nebulosa de  $n_e = 7400 \text{ cm}^{-1}$  a partir da razão  $[S \text{ II}] \lambda 6731/\lambda 6716$ . As temperaturas eletrônicas de  $T_e = 11\,000 \text{ K}$ , para a razão de linhas de  $[N \text{ II}]$ , e  $T_e = 10\,000 \text{ K}$ , para as linhas de  $[O \text{ III}] \lambda 4363/\lambda 5007$ , foram determinadas por aqueles autores.

## 1.7 Objetivos e relevância do trabalho

O propósito deste trabalho consiste em estudar propriedades físicas e químicas das quatro nebulosas planetárias pouco conhecidas descritas nas seções anteriores. O estudo será feito a partir dos mapas de emissão de linhas espectrais, derivando e analisando as distribuições espaciais de temperatura, densidade. Esta é a primeira vez que estas NPs são analisadas com dados de IFU. Para a NP He 2-108, o presente trabalho fornece os principais vínculos necessários para a confecção de modelos de fotoionização detalhados o que permitirá um estudo mais aprofundado do estágio evolutivo deste objeto.

A diversidade de morfologias de NPs ainda não é completamente compreendida. A análise dos mapas fornece as morfologias em 2D e as estruturas de velocidade, que permitem deduzir informações sobre a estrutura 3D das nebulosas e enriquecer modelos simplificados. Estudar a estrutura de ionização e abundâncias espacialmente resolvidas fornece vínculos

para as teorias de formação desses objetos, uma vez que suas estruturas não são sempre simétricas. O estudo da morfologia e espectroscopia tridimensional ainda não foi feito para os objetos selecionados neste trabalho, assim, espera-se obter resultados que serão referência para trabalhos futuros.

## Observações e metodologia

Neste capítulo são descritas as observações e os métodos usados na sua análise. O primeiro passo do projeto foi a seleção e preparação dos dados para a análise. Foram analisados espectros espacialmente resolvidos obtidos com a técnica de espectroscopia de campo integral. Esses dados nos permitiram realizar a análise nebular, procedimento já tradicional no estudo de NPs, tanto do espectro integrado (como normalmente é feita) como espacialmente resolvida. Esse estudo nunca havia sido realizado para os objetos selecionados. A seguir descrevemos esses procedimentos em detalhes.

### 2.1 Observações

Os dados utilizados neste trabalho fazem parte do programa de observação 079.D-0117A, liderado por H. Schwarz (*in memoriam*), que visava observar diversas nebulosas planetárias e determinar suas distâncias.

As observações foram feitas com o instrumento *VI*isible *M*ulti-*O*bject *S*pectrograph (VIMOS), montado no *Very Large Telescope* (VLT), Observatório Paranal, no Chile, entre 09/04/2007 e 01/09/2007. O observatório encontra-se no deserto do Atacama, a 2635 metros acima do nível do mar. Os quatro telescópios de 8.2 metros que formam o VLT são operados pelo *European Southern Observatory* (ESO). O instrumento VIMOS (Le Fèvre et al., 2003), que foi descomissionado em 2018, era montado no telescópio UT3 (chamado Melipal). Assim como as outras três unidades, o UT3 conta com espelhos refletores Ritchey-Chrétien e montagem alto-azimutal. Esse telescópio pode observar no óptico e infravermelho, e conta com óptica adaptativa (i.e., pode alterar o formato dos espelhos para compensar distorções causadas pela atmosfera, corrigindo a imagem obtida).

O VIMOS é um instrumento que pode obter imagens e fazer espectroscopia multi-objeto e de campo integral na faixa de 3600 a 10000 Å (visível e pedaços do UV e IR próximos). As observações neste trabalho foram feitas com espectroscopia de campo integral, usando o chamado modo IFU.

O modo IFU é usado para observações de objetos extensos no céu, como é o caso de NPs. Nesse modo, para cada pixel das duas dimensões espaciais do detector CCD (*Charge-Coupled Device*) obtém-se um espectro. Essas informações são armazenadas no que chamamos de cubo de dados, por ser uma estrutura de dados com três dimensões (Fig. 2.1). Um cubo de dados é composto por elementos espaciais que carregam também informação espectral, chamados spaxels. O plano de spaxels é formado por dois eixos de dimensão espacial que delimitam o campo de observação. O eixo que contém o espectro de cada pixel é chamado eixo espectral. Cortes em posições nesse eixo produzem mapas monocromáticos do objeto observado (Fig. 2.1; veja também [Mediavilla et al., 2011](#)).

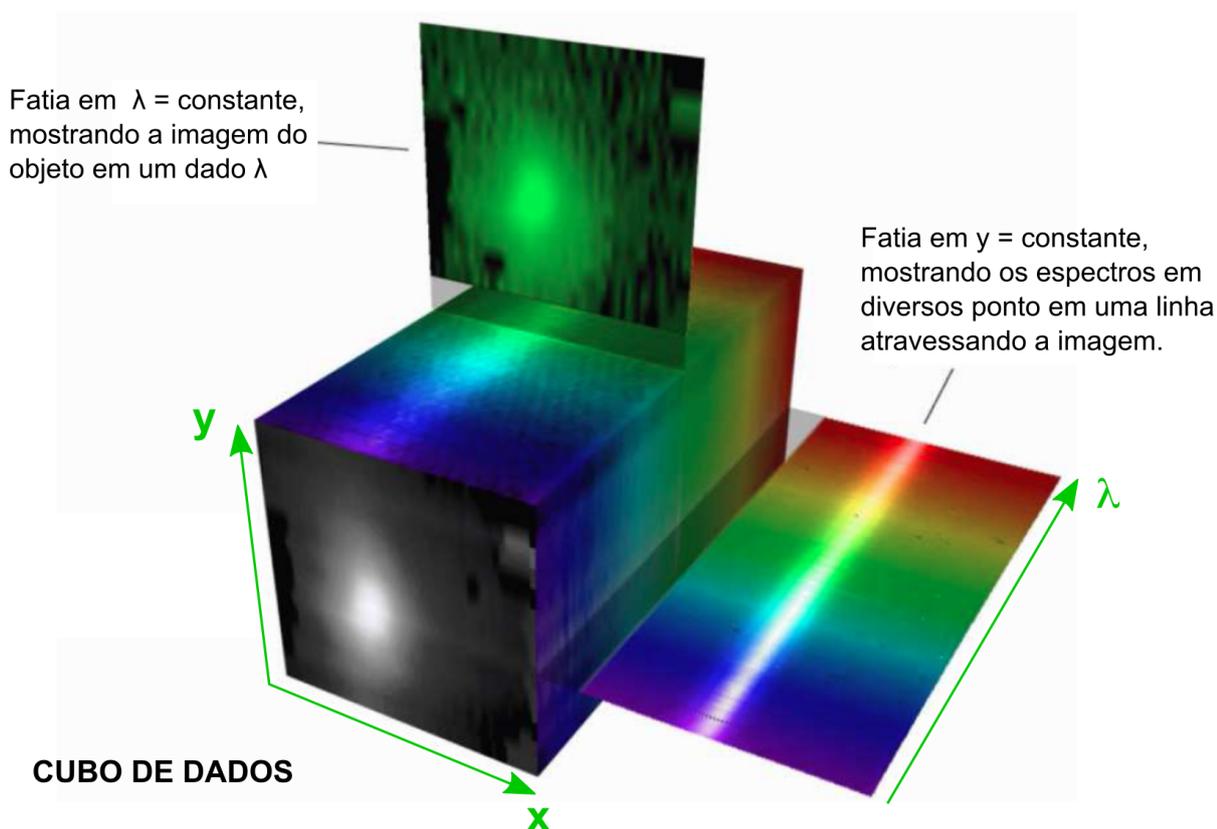


Figura 2.1: Esquema ilustrativo de um cubo de dados como o obtido com um espectrógrafo de campo integral. O “cubo” é composto de dois eixos espaciais ( $x$  e  $y$ ) e um eixo com informação espectral de cada pixel ( $\lambda$ ). Créditos da imagem original: Stephen Todd (Royal Observatory of Edinburgh, UK) e Douglas Pierce-Price (Joint Astronomy Centre, EUA); figura adaptada.

O VIMOS possui quatro câmeras CCDs, que podem imagear um campo de até  $54'' \times 54''$ . Para nossas observações, a configuração de campo do IFU utilizada foi de  $13'' \times 13''$  para a magnificação 2:1 e  $27'' \times 27''$  para a magnificação 1:1. Essa área é coberta por  $40 \times 40$  fibras. A resolução espacial instrumental resultante é de 0,33 segundos de arco por pixel para o campo menor e 0,67 segundos de arco por pixel para o campo maior. A resolução espacial final é limitada também pelo *seeing*.

A observação compreendeu a faixa de 4000 a 7700 Å (óptico). Os *grisms* usados produzem espectros em duas faixas: de  $\sim 4100$  Å a  $\sim 6200$  Å, daqui por diante chamada região azul do espectro, e de  $\sim 5200$  Å a  $\sim 7400$  Å, chamada região vermelha. As regiões azul e vermelha são observadas independentemente, gerando dois cubos de dados. A resolução espectral alcançada é de cerca de 2500, com 4096 pixels no eixo espectral. A dispersão é de 0,54 Å/pix para a região do azul e 0,62 Å/pix para a região do vermelho. A configuração óptica faz com que a perda de campo entre as fibras seja, no máximo, 5% (Zanichelli et al., 2005).

## 2.2 Redução de dados

Os dados utilizados foram previamente reduzidos por Prof. H. Schwarz e colaboradores do referido programa de observação. Para as correções primárias dos dados, foi utilizado o VIMOS Interactive Pipeline and Graphical Interface (VIPGI) (Scodreggio et al., 2005). Esse *pipeline* encontra o espectro detectado no CCD correspondente a cada fibra, ajusta um polinômio de segundo grau e salva os coeficientes em uma tabela de extração. Com o espectro identificado, foi feita a extração de raios cósmicos, para que estes não contaminassem a intensidade espectral. O VIPGI reconhece raios cósmicos no espectro pela diferença abrupta de intensidade. Linhas de emissão e linhas de céu têm gradientes de intensidade reconhecíveis por serem suaves. O *pipeline* calcula o gradiente de intensidade do espectro em janelas de  $\sim 20$  pixels e descarta valores discrepantes. Para um segundo teste, é analisado o valor médio da janela. Se há discrepância, é considerado que este é devido a uma linha de emissão, é feita uma comparação com o espectro adjacente e adota-se o valor médio de intensidade. Se não há discrepância no espectro adjacente, o valor médio da janela é adotado.

A extração de raios cósmicos é importante para eliminar pixels impróprios para ciência

e para conseguir uma boa subtração de céu (Zanichelli et al., 2005). O VIMOS não possui fibras específicas para a determinação da emissão do céu. Assim, pelo *pipeline*, a identificação é feita através da análise de fluxo do espectro integrado em cada fibra. As fibras com puro sinal de céu (sem o objeto alvo) são agrupadas de acordo com a assimetria do perfil do espectro e combinadas por mediana. O espectro médio de céu é subtraído de cada região.

Para a calibração em fluxo, o VIPGI multiplica o espectro 1D do objeto pela função de sensibilidade do instrumento. Esta função é calculada pela comparação entre o espectro da estrela padrão observado e o seu espectro da literatura.

Para o presente trabalho, realizamos a correção da refração diferencial atmosférica e a subtração das linhas de céu dos cubos de dados. Esses procedimentos são detalhados nas seções a seguir.

### 2.3 Seleção dos objetos

Foram inspecionados os cubos de dados das 16 NPs da amostra original observada, bem como suas imagens no campo do IFU. A amostra original era composta pelas NPs ESO 457-12, He 2-108, He 2-117, He 2-123, He 2-434, IC 4191, IC 2165, IC 2448, NGC 1535, NGC 2867, NGC 5873, NGC 6778, NGC 7009, PB-4, Na 2 e M3-34. Para o presente trabalho, foram selecionadas as nebulosas (i) que estivessem totalmente dentro do campo de observação e (ii) cuja imagem produzida nas linhas de  $H\alpha$  e  $H\beta$  tivessem boa qualidade. Com esses critérios, foram encontrados 11 objetos. Dentre estas, foram escolhidas quatro nebulosas pouco estudadas e que apresentassem morfologia interessante. Aqui, chamamos de morfologia interessante as NPs com estruturas diferentes dependendo do comprimento de onda observado. As NPs selecionadas são He 2-108, He 2-117, He 2-434 e IC 4191. Informações sobre estas NPs são fornecidas na Seção 1.6.

### 2.4 Correção da refração diferencial

A luz, ao passar pela atmosfera da Terra, sofre refração, cujo efeito depende do comprimento de onda da luz incidente (Lawrence, 2014). Esse efeito chama-se refração diferencial. Em um cubo de dados, esse efeito faz com que a imagem forme-se em posições diferentes ao longo do eixo espectral (Seção 2.1). Para a manipulação do cubo de dados de forma

mais conveniente, esse efeito precisa ser corrigido.

Foi mostrado que, com a espectroscopia de IFU, é possível corrigir efeitos de refração diferencial atmosférica no espectro do objeto com um procedimento posterior à observação (Arribas et al., 1999). Neste trabalho, a correção da refração diferencial foi feita pelo alinhamento da posição da estrela central do objeto em todos os comprimentos de onda de cada cubo conforme descrito na sequência.

Com uma rotina escrita por H. Monteiro, foi determinado o espectro contínuo da estrela central da NP em todos os comprimentos de onda ( $\lambda$ ). A rotina identifica o contínuo fazendo a mediana da intensidade em intervalos de 20 pixels no espectro. Foram feitos gráficos do contínuo da estrela e um novo cubo de contínuo foi gerado. Com ele, foram ajustadas gaussianas nos eixos x e y, cujos picos marcam as coordenadas centrais da nebulosa, admitindo que o centro é marcado por sua estrela. Assim, obteve-se as dispersões nos eixos espaciais de cada  $\lambda$  para corrigir a refração dos cubos originais.

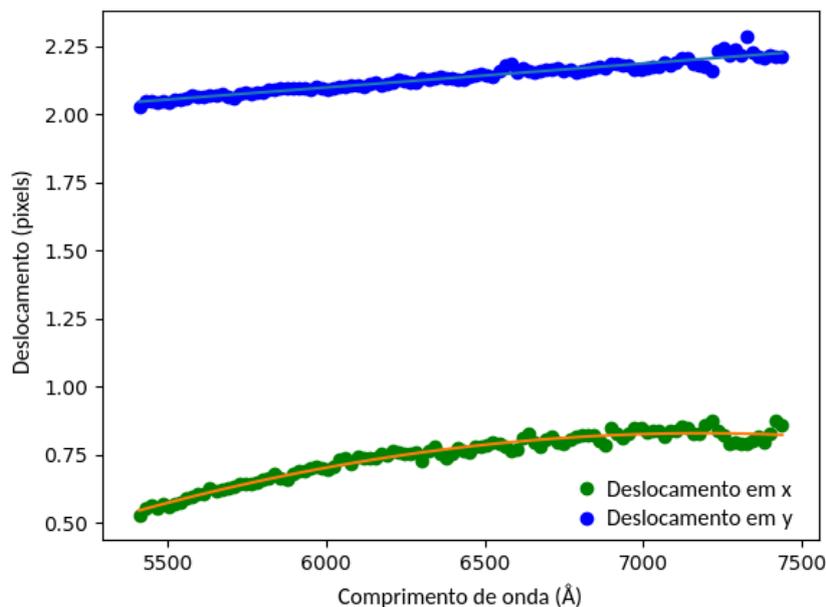


Figura 2.2: Deslocamento do centroide da estrela (pico da gaussiana) com relação ao pixel de referência devido à refração diferencial para a NP He 2-108. No eixo vertical está o deslocamento, em pixels, referente a cada comprimento de onda representado, em Å, no eixo horizontal. A curva em azul mostra o deslocamento no eixo espacial x do cubo e a curva verde mostra o deslocamento em y.

Os cubos originais foram centralizados utilizando as coordenadas, em pixels, da estrela central. Isso foi feito com uma rotina escrita por H. Monteiro em Python. Esta rotina seleciona um pixel de referência para o alinhamento do objeto em diferentes comprimentos de onda. Esse pixel de referência é obtido pelo pico da gaussiana ajustada no mapa de

contínuo da estrela. A rotina determina deslocamentos da estrela ao longo de cada eixo espaciais para todos os comprimentos de onda. Os deslocamentos medidos para He 2-108 são mostrados na Figura 2.2. A estas curvas, a rotina ajusta uma função polinomial de segunda ordem, que é usada para corrigir as posições de cada ponto do cubo. Nota-se na figura que os pixels não sobrepostos ao ajuste estão deslocados com relação a este em menos de um quarto de pixel. Esse pequeno deslocamento é possível uma vez que é medido pelo pico da gaussiana, podendo assumir deslocamentos menores que um pixel.

## 2.5 Extração do céu

Após a correção da refração diferencial, os cubos de diferentes exposições foram combinados e a contribuição da emissão do céu eliminada. Cubos de dados de um campo próximo da NP e que não contenha emissão do objeto foram obtidos para realizar esta correção, que é feita subtraindo-se os cubos de céu dos cubos de ciência. Desenvolvemos um programa para realizar a subtração dos cubos.

Para as NPs He 2-108 e He 2-117, em especial, foi necessário um diferente método de extração de céu. O método anteriormente descrito não subtraía satisfatoriamente as linhas de céu. Então, foi utilizado o próprio cubo de nebulosa, em uma região não pertencente ao gás ionizado. Com a pequena parte de céu selecionada, foi feita a mediana do fluxo em cada coordenada espectral, resultando em um espectro de céu. Esse espectro de céu foi extraído de todos os *spaxels* do cubo da NP. A comparação dos espectros integrados da NP He 2-108 antes e depois da subtração de céu é mostrada na Figura 2.3.

## 2.6 Análise espacialmente resolvida

### 2.6.1 Obtenção dos mapas de fluxo

Os mapas de fluxo das linhas espectrais foram obtidos com o ajuste de gaussianas nas linhas espectrais em cada pixel. Como cada *spaxel* no cubo contém um espectro completo, pode-se obter mapas com a intensidade das linhas ponto a ponto do objeto. Para esse cálculo usamos uma rotina própria, escrita por H. Monteiro em linguagem GDL (*GNU Data Language*; Marc Schellens).

Para o espectro em cada pixel, foram ajustadas gaussianas nas linhas de emissão,

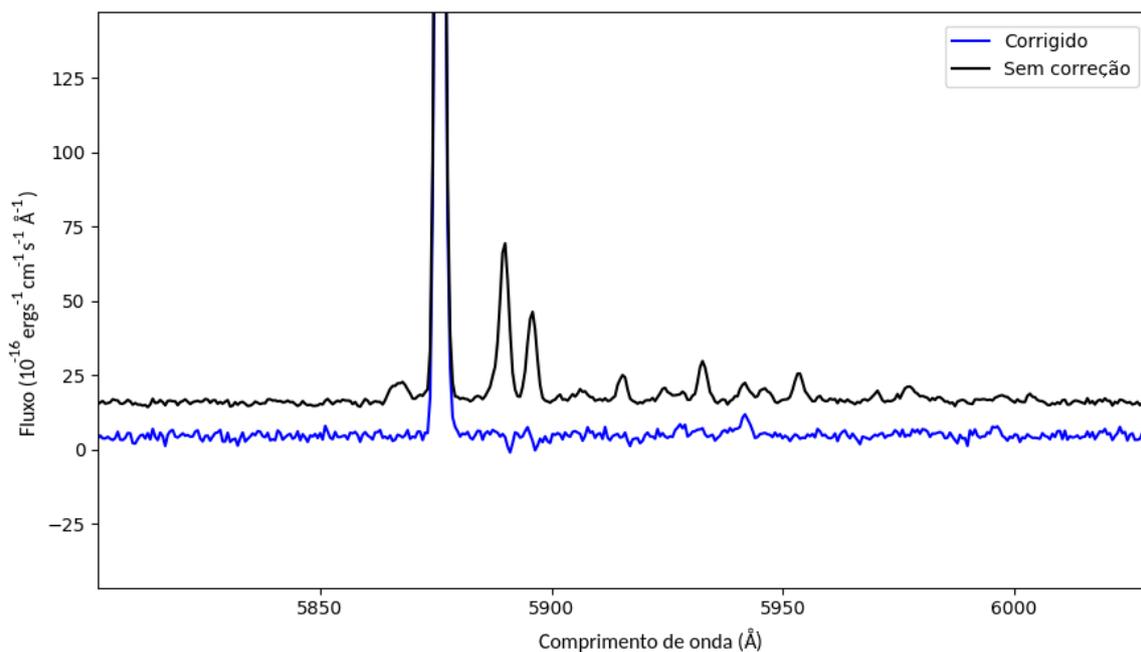


Figura 2.3: Comparação dos espectros da NP He 2-108 antes (preto) e depois (azul) da correção da emissão do céu.

gerando mapas de intensidade, espectro contínuo e do comprimento de onda máximo da nebulosa. Com os mapas de intensidade, foram gerados mapas de razões de fluxos de linhas e mapas de densidade e temperatura eletrônicas. Com os mapas de comprimento de onda máximo, foram gerados mapas de velocidade das linhas de emissão.

### 2.6.2 Cálculo de temperatura e densidade

Resolvendo as equações 1.1 e 1.3 com os valores de razão das linhas pixel a pixel dos mapas de emissão observados, calculamos os mapas de temperatura e densidade eletrônicas do gás para a NP He 2-108. Também, usamos a biblioteca Python chamada PyNeb (Luridiana et al., 2015) para o cálculo desses parâmetros para as demais NPs e para a comparação com o outro método da NP He 2-108. Essa biblioteca tem várias ferramentas para a análise nebulosa. Foram empregadas as funções *diag.getCrossTemDen*, para o cálculo de densidade e temperatura, e *obs.extinction.cHbeta*, para obtenção da extinção  $c(H\beta)$ . O PyNeb resolve as equações de povoamento de íons de vários elementos, assumindo um átomo de  $n$  níveis. A primeira função mencionada obtém as grandezas de um modo interativo. Para a extinção, várias leis são oferecidas para a escolha do usuário. Neste trabalho, foi escolhida a lei de Fitzpatrick (1999).

### 2.6.3 Cálculo da velocidade

Mapas da velocidade de expansão do gás foram obtidos através da expressão do Efeito Doppler,

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}, \quad (2.1)$$

nos mapas de comprimento de onda central inferido para linhas detectadas. Na expressão,  $v$  é a velocidade interna do gás,  $c$  é a velocidade da luz no vácuo e  $\Delta\lambda$  é o desvio sofrido no comprimento de onda observado ( $\lambda$ ) em relação à média deste comprimento de onda em toda a NP ( $\bar{\lambda}$ ).

O desvio  $\Delta\lambda$  é relacionado à velocidade interna da seguinte forma: cada ponto da NP tem seu  $\lambda$  observado deslocado no espectro do  $\lambda_0$  de laboratório devido à velocidade sistêmica da NP. Se existirem estruturas de velocidade do gás dentro da NP, além da velocidade sistêmica, haverá diferentes deslocamentos entre  $\lambda$  e  $\bar{\lambda}$  para cada pixel. Para separar essa velocidade interna da velocidade sistêmica, é feita a subtração do  $\lambda$  observado pelo  $\bar{\lambda}$ . O  $\bar{\lambda}$  é a média do comprimento de onda em toda a NP, representando o centroide da linha. Assim, a diferença  $\Delta\lambda$  é o desvio do  $\lambda$  causado pela estrutura de velocidade interna da NP.

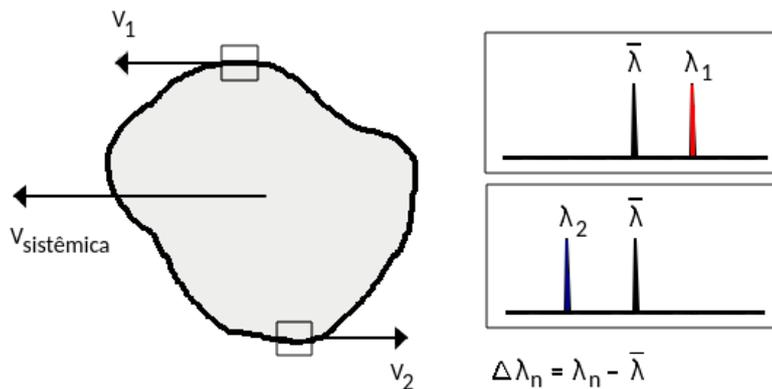


Figura 2.4: Representação da variação do comprimento de onda causado pela velocidade interna do gás de uma NP. Em cada pixel, a diferença  $\Delta\lambda$  entre o  $\lambda$  observado e o  $\bar{\lambda}$  é utilizada para obter a velocidade do gás.

A Figura 2.4 ilustra uma NP com velocidade sistêmica  $V_{\text{sistêmica}}$  e estruturas de velocidade do gás com velocidades ( $V_1$ ) e ( $V_2$ ). No ponto onde há velocidade  $V_1$ , o comprimento de onda observado é  $\lambda_1$ . A diferença entre  $\lambda_1$  e o  $\bar{\lambda}$  da NP resulta no valor de  $\Delta\lambda$  para esse

ponto da NP. Com esse valor, a velocidade relacionada a esse ponto pode ser calculada pelo efeito Doppler. Essa conta pode ser feita para cada spaxel.

Com o mapa de comprimento de onda gerado pelo código de ajuste de gaussianas, foi obtido o comprimento de onda médio da NP, formando um mapa de  $\bar{\lambda}$ . Com esse mapa, foi calculado o mapa de  $\Delta\lambda$ , que foi utilizado na equação 2.1, resultando em um mapa de velocidade interna. Esse procedimento foi repetido para algumas linha.

A incerteza  $R$  na determinação da velocidade foi calculada a partir da expressão

$$R = \frac{r}{\lambda} \times c \quad (2.2)$$

em que  $r$  é a resolução espectral das observações. Para a região azul, a resolução espectral é  $r = 0.54 \text{ \AA}/\text{pixel}$  e, para a região vermelha,  $r = 0.62 \text{ \AA}/\text{pixel}$ .

## 2.7 Análise do espectro integrado

Além da análise espacialmente resolvida, também realizamos a análise do espectro integrado.

### 2.7.1 Obtenção do espectro integrado e determinação dos fluxos

A obtenção do espectro integrado e a determinação dos fluxos das linhas espectrais de cada objeto foram feitas com o auxílio do código ALFA (*Automated Line Fitting Algorithm*, versão 1.0.140; Wesson 2016). Este código ajusta automaticamente o espectro fornecido, determinando o contínuo e assumindo perfis Gaussianos para as linhas espectrais. A saída do código contém o espectro ajustado e os fluxos de cada linha identificada, acima do sinal-ruído mínimo igual a 3. O código também sugere a identificação do íon que produz a linha. Todas as linhas identificadas foram verificadas e analisadas com relação ao ruído e à qualidade do ajuste. O código é capaz de determinar o fluxo de *blends* de linhas conhecidas. Para os casos onde a separação das linhas não é clara, analisamos os fluxos como se fossem limites superiores.

Em arquivos 3D, como o caso do cubo de dados, o ALFA assume os eixos  $x$  e  $y$  como espaciais e lê o espectro em cada pixel do eixo  $z$ . Os espectros são somados para formar um único espectro. Depois de identificar as linhas de emissão, o contínuo é ajustado

e subtraído. Os cubos de dados das NPs foram colapsados pelo ALFA, formando um espectro integrado.

O contínuo é identificado pelo ALFA como o 25º percentil do fluxo em janelas de 100 valores ao longo do espectro. Para as bordas no começo e final do espectro, é ajustado o valor do 26º percentil. O valor da janela pode ser escolhido pelo usuário. Neste trabalho, o valor da janela para ajuste do contínuo é 51.

O ajuste das linhas de emissão é feito por um algoritmo genético. Esse é um algoritmo de otimização cujas soluções sofrem mudanças para se tornarem soluções melhores. Primeiramente, ele cria uma população de espectros sintéticos de fluxos arbitrários. Só são calculados fluxos dentro de  $5\sigma$  do centro da linha. A qualidade do ajuste é testada pela soma dos quadrados da diferença entre o espectro observado e o sintético. O tamanho da população de 2000 espectros sintéticos foi utilizado neste trabalho. Os 30% dos membros da população com melhor ajuste são escolhidos para gerar outros membros com seus parâmetros até atingir o valor especificado de população. Essa porcentagem pode ser escolhida pelo usuário. Neste trabalho, a fração de população que fica retida em cada geração, chamada pressão, foi escolhida como 10%. O número de gerações escolhido para esse processo foi de 2000 gerações. A incerteza é calculada pela raiz quadrática média dos pontos em uma janela de 20 unidades, excluindo os dois maiores valores de resíduo.

### 2.7.2 Abundâncias químicas

A partir dos fluxos determinados para o espectro integrado, realizamos a análise nebulosa, determinando extinção, condições físicas e abundâncias, como discutido na Seção 1.4. Para estes cálculos, utilizamos o código NEAT (*Nebular Empirical Analysis Tool*, versão 2.2.40; Wesson et al. 2012). O NEAT foi utilizado para análise do espectro integrado obtido com o ALFA, de forma independente da análise dos mapas de emissão. O código fornece o valor do coeficiente de extinção, os fluxos de linhas corrigidos por extinção, densidades eletrônicas, temperaturas eletrônicas, abundâncias iônicas, ICFs, abundâncias químicas e ADFs.

O cálculo do coeficiente de extinção  $c(H\beta)$  é feito a partir da comparação das razões entre as linhas mais baixas da série Balmer do hidrogênio (decremento de Balmer), como discutido na Seção 1.4.3. O código calcula o coeficiente a partir de cada uma das razões  $H\alpha/H\beta$ ,  $H\gamma/H\beta$  e  $H\delta/H\beta$ . Esta última não está presente em nosso espectro e, portanto, não

é incluída no cálculo. O valor final é uma média ponderada pelas respectivas intensidades de linhas. Como as razões dessas linhas dependem, mesmo que de forma não muito forte, da temperatura e densidade, o cálculo é realizado de forma iterativa com a determinação das condições físicas.

O coeficiente determinado é usado para a correção de avermelhamento das intensidades das linhas, que é realizada pelo próprio código. A lei de extinção padrão usada pelo NEAT na correção do avermelhamento é a determinada por [Cardelli et al. \(1989\)](#), diferente da utilizada com o PyNeb, publicada por [Fitzpatrick \(1999\)](#), mas a diferença entre essas duas leis é pequena se comparada às grandezas das incertezas.

A temperatura e a densidade também são obtidas por um processo iterativo, em três zonas distintas na nebulosa: de alta, média e baixa ionização. Primeiramente é assumida uma temperatura de 10 000 K e as densidades são calculadas pelas razões de linhas específicas de cada zona. Com essas densidades, as temperaturas são calculadas. Com as temperaturas, é feita uma média ponderada utilizada para recalculer a densidade. Com esta última, a temperatura é recalculada. As razões de linhas de cada zona e seus respectivos pesos na média ponderada podem ser encontradas na Tabela 2 de [Wesson et al. \(2012\)](#).

As abundâncias iônicas são então calculadas por interpolação das razões de linhas teóricas calculadas para a densidade e a temperatura inferidas no valor observado. Quando há várias linhas do mesmo íon, é feita uma média dos valores encontrados para cada íon. No caso de linhas colisionalmente excitadas, é feita a média ponderada entre os valores para cada linha observada. A intensidade é usada como peso para favorecer linhas com melhor sinal-ruído. No caso de linhas de recombinação, as abundâncias iônicas são obtidas pela média dos valores encontrados para cada multipletto.

As abundâncias totais são calculadas pela soma das abundâncias de cada íon observado do elemento. Como nem todos os íons que podem ter abundância importante são observados, usa-se ICFs para corrigir essa ausência. Usamos os ICFs publicados por [Delgado-Inglada et al. \(2014\)](#).



## Estudo da nebulosa He 2-108

Dentre os quatro objetos estudados neste trabalho, a NP He 2-108 ganhou atenção especial por apresentar características interessantes tanto no espectro integrado quanto nos mapas de fluxo. Essas características não publicadas previamente são apresentadas neste capítulo.

### 3.1 Análise do espectro integrado

O espectro integrado obtido para a nebulosa da NP He 2-108 é mostrado na Figura 3.1. O espectro foi obtido a partir do cubo de dados das observações com magnificação 1:1. O espectro integrado obtido a partir das observações com magnificação 2:1 é bastante semelhante a este e, por isso, não o incluímos aqui.

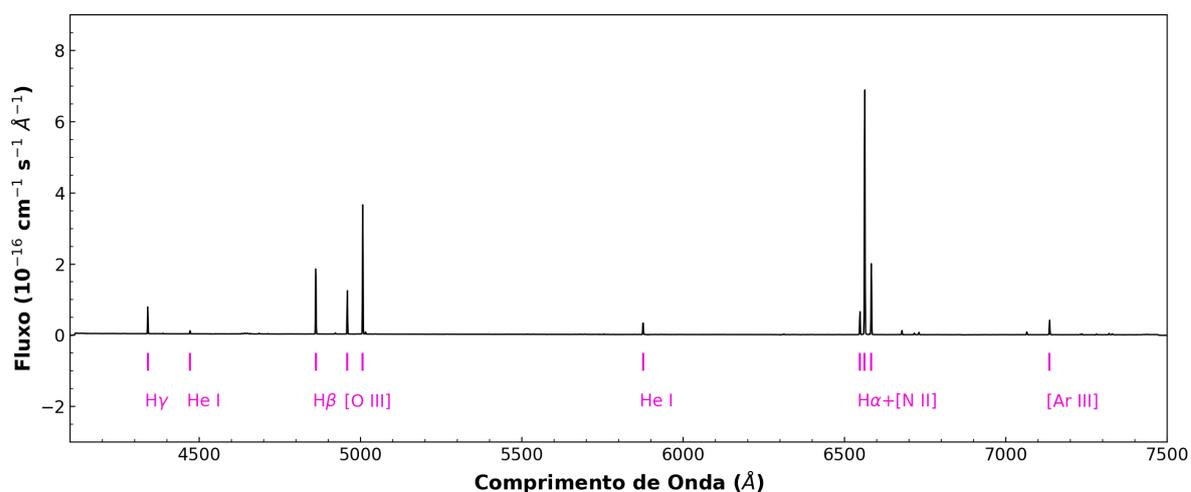


Figura 3.1: Espectro integrado da NP He 2-108. As linhas atômicas mais intensas são identificadas.

No espectro integrado, pode-se identificar linhas atômicas intensas de recombinação de

hidrogênio  $H\alpha$ ,  $H\beta$  e  $H\gamma$ , linhas de recombinação de He I em 4471 e 5876 Å, assim como as linhas proibidas de [O III] em 4959 e 5007 Å, [N II] em 6548 e 6584 Å e [Ar III] em 7136 Å.

Também foram identificadas linhas mais fracas de hélio, carbono, nitrogênio, oxigênio, argônio, cloro, enxofre e ferro. Estas linhas podem ser vistas nas Figuras 3.2 e 3.3, onde o espectro é mostrado com escalas expandidas. A identificação das linhas foi feita com o auxílio do código ALFA. Como descrito na Seção 2.7, esse código fornece um ajuste para espectro (linhas e contínuo) e também sugere identificação para as linhas. Suas sugestões de identificação foram verificadas por comparação com outras publicações da literatura (Osterbrock e Ferland, 2006; Van Hoof, 2018; Aleman et al., 2019). O ajuste do espectro feito com o código ALFA é mostrado nas Figuras 3.2 e 3.3 para comparação.

Nas Figuras 3.2 e 3.3, é possível ver mais detalhes do espectro. O contínuo apresenta um fluxo baixo e decrescente com o comprimento de onda (Fig. 3.3). Essa variação acontece devido à contribuição estelar que é maior no azul. Estrelas centrais de NP emitem mais intensamente no ultravioleta.

O espectro também apresenta linhas certas características que podem ser atribuídas à estrela central. Os comprimentos de onda  $\lambda 5890$  e  $\lambda 5895$  apresentam uma absorção que permanece no espectro da estrela central. Essas linhas são identificadas como dubleto de sódio, que é característico em estrelas de baixa temperatura.

A comparação entre o perfil da linha observada e o ajuste da gaussiana para a linha  $H\alpha$  na Figura 3.3 evidencia um alargamento na base da linha. Não há clara evidência de asas alargadas em outras linhas. No entanto, notamos que  $H\alpha$  é a linha mais intensa do espectro, o que poderia explicar a detecção exclusiva nesta linha.

Uma região interessante do espectro é a região compreendida entre  $\lambda 4630$  e  $\lambda 4660$ . Essa região apresenta um grupo de linhas (doravante chamado de complexo  $\lambda 4630$ ), na maioria de recombinação de metais, que são detectadas apenas na região central da NP. Essas linhas foram identificadas como N II  $\lambda 4630$ , N III  $\lambda 4634$ , O II  $\lambda 4639$ , *blend* de C III, O II e C III  $\lambda 4647, 49, 50$  e [Fe III]  $\lambda 4658$ .

As linhas de absorção vistas em  $\lambda 5577$ ,  $\lambda 6300$  e  $\lambda 6363$  não são de origem nebulosa ou estelar. Elas coincidem com linhas de [O I] e são resultado do processo de subtração da emissão do céu. Isso pode ser inferido pela inspeção dos mapas de fluxo do nosso cubo de dados. Estas linhas não interferem na análise nebulosa efetuada.

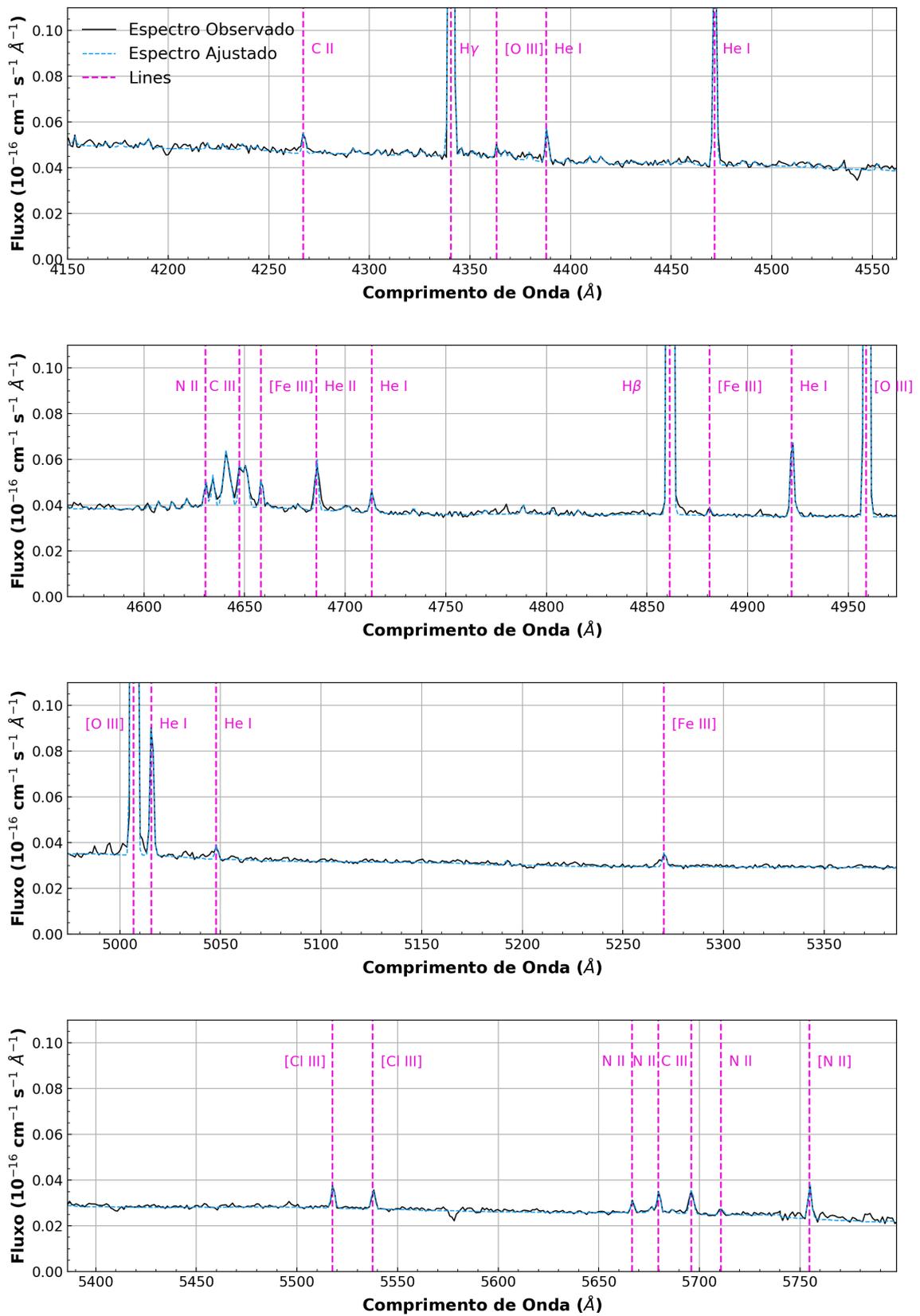


Figura 3.2: Comparação do espectro da NP He 2-108 (curva preta) na região azul com o ajuste feito com o código ALFA (cubo azul). As linhas de emissão nebulare identificadas são indicadas (linhas tracejadas com o íon responsável nomeado).

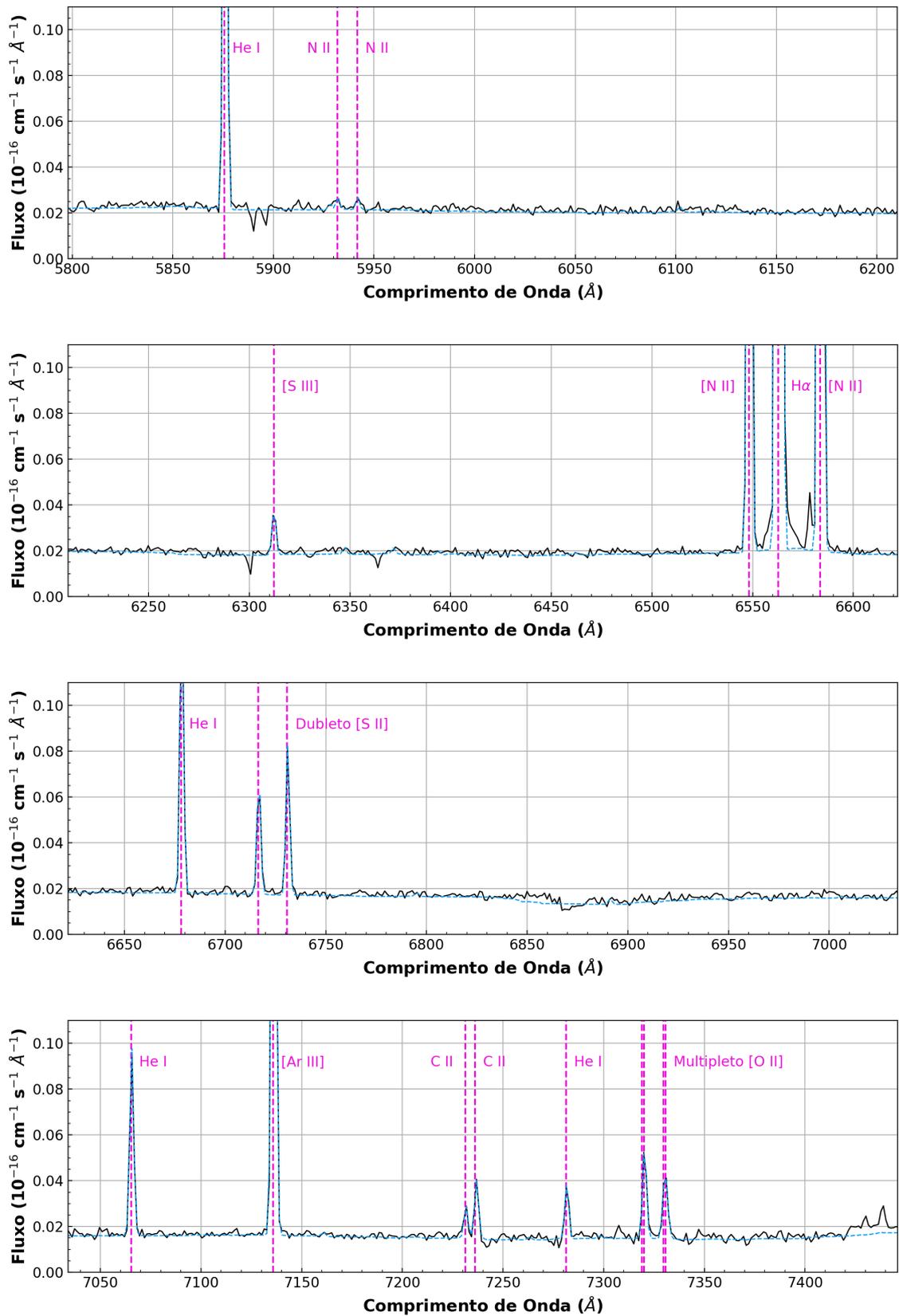


Figura 3.3: Idem à Figura 3.2, para a região vermelha do espectro.

### 3.1.1 Fluxo das linhas de emissão

Com o código ALFA, também medimos os fluxos das linhas. A excelente qualidade do ajuste do espectro feito pelo código para essa medição pode ser vista na comparação entre o espectro observado e ajustado nas Figuras 3.2 e 3.3. O resíduo do ajuste é tipicamente menor que 15 % e estes valores mais altos são dominados pelo contínuo devido a seu baixo fluxo. Alguns valores mais altos são vistos na região das asas de algumas linhas, em particular de  $H\alpha$  (que será discutida a seguir) e em  $\lambda 6584$ , onde chegam a 40 %. Como o fluxo ali é muito baixo frente ao fluxo total das linhas, isso não afeta de forma significativa os fluxos das linhas. Em  $\lambda 5890$ ,  $\lambda 6300$  e  $\lambda 6363$  também são vistos altos valores de resíduos. Nesse comprimentos de onda estão os artefatos resultantes da subtração imperfeita do céu que não são levados em consideração em nossa análise.

A Figura 3.4 mostra em detalhe algumas linhas da NP He 2-108, juntamente com o ajuste feito com o código ALFA. Para cada quadro, há o resíduo percentual do ajuste. As linhas mostradas são utilizadas para obter propriedades físicas da NP, por isso é necessário que elas sejam bem ajustadas. De fato, o código fornece ajustes de alta qualidade. Em todos os picos de linhas o resíduo é praticamente nulo. Os maiores valores de resíduo são referentes às asas das linhas, principalmente para  $H\alpha$ , onde existe o alargamento. Como o ajuste não considera esse alargamento, o resíduo percentual é alto.

A base alargada da linha de  $H\alpha$  mostrada anteriormente na Figura 3.3 não pode ser vista na Figura 3.4 devido à escala da imagem. Esse alargamento é muito pequeno em comparação ao fluxo total da linha. O duplete de [S II]  $\lambda 6716$  e  $\lambda 6732$  é bem resolvido. O multiplete de [O II] é resolvido em duas linhas em  $\lambda 7220$  e  $\lambda 7230$ , embora o conjunto possua quatro. Cada linha acima tem duas componentes. Assim, tratamos o multiplete como um duplete durante a análise, somando os fluxos das linhas não resolvidas.

A Tabela 3.1 mostra os fluxos das linhas e as respectivas incertezas obtidos com o ALFA para a NP He 2-108. As linhas incluídas são detectadas com razão sinal para ruído ( $S/N$ )  $> 3$ . Com nosso espectro foi possível identificar várias linhas de emissão, mas apenas as linhas com  $S/N > 6$  foram utilizadas para o cálculo de propriedades físicas e químicas do gás. Nas duas primeiras colunas, são apresentados os comprimentos de onda observado ( $\lambda_{obs}$ ) e de repouso ( $\lambda_{rest}$ ) das linhas. Os íons responsáveis pela emissão são identificados na terceira coluna. Na quarta e quinta colunas estão os valores de fluxo  $F(\lambda)$

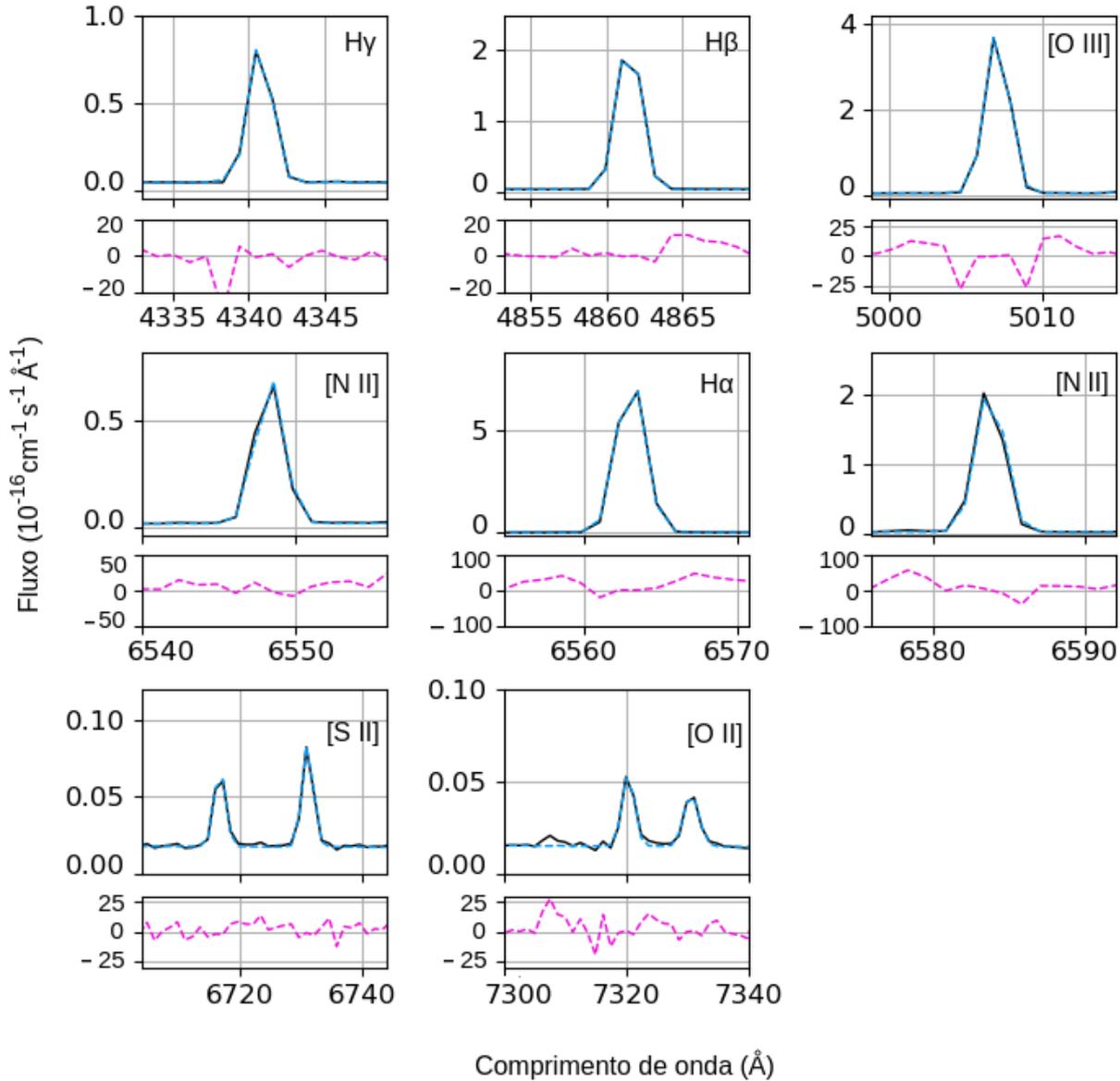


Figura 3.4: Detalhe das linhas de emissão da NP He 2-108 com o ajuste feito com o ALFA (azul). São mostrados os resíduos percentuais do ajuste para cada quadro. Em ordem de leitura:  $H\gamma$ ,  $H\beta$ , [O III], [N II],  $H\alpha$ , [N II], dupletto de [S II] e multipletto de [O II].

e os respectivos erros. Na sexta e sétima colunas são fornecidos os fluxos corrigidos por avermelhamento  $I(\lambda)$  e o erro associado, respectivamente. As três últimas colunas mostram os valores de fluxo medidos por Torres-Peimbert e Peimbert (1977), Pottasch et al. (2011) e Górnny (2014). Todos os fluxos são relativos a  $H\beta$  e escalados para  $H\beta = 100$ , sendo seu valor integrado  $H\beta = 1.9 \times 10^{-12} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Å}^{-1}$ .

Tabela 3.1 - Fluxos das linhas de emissão de He 2-108.

$\lambda_{obs}$	$\lambda_{rest}$	Íon	$F(\lambda)$	Erro	$I(\lambda)$	Erro	TP77	A90	G14
4267.44	4267.15	C II	0.47	0.09	0.57	0.11	–	–	–

4340.77	4340.47	H I	35.52	0.18	43.01	0.23	43:	44	46.88
4363.51	4363.21	[O III]	0.17	0.05	0.27	0.07	1.1:	–	1.3 <sup>a</sup>
4388.23	4387.93	He I	0.68	0.06	0.79	0.07	–	–	–
4409.60	4409.30	Ne II	0.10	0.02	0.17	0.03	–	–	–
4415.20	4414.90	O II	0.17	0.02	0.18	0.03	–	–	–
4471.66	4471.50	He I	4.68	0.09	5.44	0.11	6.8:	–	6.27 <sup>b</sup>
4515.02	4514.86	N III	0.14	0.04	0.17	0.05	–	–	–
4607.20	4607.03	[Fe III]	0.12	0.04	0.16	0.05	–	–	–
4621.56	4621.39	N II	0.18	0.03	0.17	0.03	–	–	–
4630.71	4630.54	N II	0.53	0.09	0.52	0.10	–	–	–
4634.31	4634.14	N III	0.84	0.11	0.63	0.12	–	–	–
4639.03	4638.86	O II	0.43	0.12	0.43	0.13	–	–	–
4647.59	4647.42	C III	0.69	0.13	0.92	0.14	–	–	–
4649.30	4649.13	O II	0.54	0.11	0.44	0.12	–	–	–
4650.42	4650.25	C III	0.43	0.10	0.56	0.12	–	–	–
4651.64	4651.47	C III	0.33	0.10	0.48	0.11	–	–	–
4658.27	4658.10	[Fe III]	0.53	0.05	0.64	0.05	–	–	–
4685.85	4685.68	He II	1.14	0.11	1.06	0.12	–	–	3.73
4788.31	4788.13	N II	0.17	0.04	0.21	0.05	–	–	–
4861.51	4861.33	H I	99.91	0.14	100	1	100	100	100
4881.34	4881.11	[Fe III]	0.13	0.02	0.12	0.02	–	–	–
4922.17	4921.93	He I	1.65	0.04	1.64	0.04	–	–	–
4959.15	4958.91	[O III]	56.57	0.22	55.4	0.1	–	–	58.95
5007.08	5006.84	[O III]	175.55	0.35	168	1	200	167	176.81
5015.92	5015.68	He I	3.39	0.21	2.87	0.21	–	–	–
5047.98	5047.74	He I	0.35	0.05	0.27	0.04	–	–	–
5270.65	5270.40	[Fe III]	0.26	0.04	0.28	0.03	–	–	–
5517.92	5517.66	[Cl III]	0.54	0.03	0.44	0.02	–	–	0.43 <sup>b</sup>
5537.86	5537.60	[Cl III]	0.48	0.02	0.38	0.02	–	–	0.34 <sup>b</sup>
5666.90	5666.63	N II	0.25	0.03	0.22	0.02	–	–	–
5679.85	5679.56	N II	0.44	0.06	0.38	0.05	–	–	–
5696.21	5695.92	C III	0.51	0.06	0.45	0.05	–	–	–

5711.04	5710.77	N II	0.16	0.03	0.09	0.03	–	–	–
5754.90	5754.60	[N II]	0.77	0.02	0.60	0.02	–	–	0.56
5875.96	5875.66	He I	20.87	0.12	16.40	0.11	17:	17.5	16.77
5932.08	5931.78	N II	0.25	0.06	0.21	0.05	–	–	–
5941.95	5941.65	N II	0.27	0.07	0.21	0.05	–	–	–
6312.37	6312.10	[S III]	0.92	0.07	0.73	0.05	–	–	0.79
6548.38	6548.10	[N II]	36.69	0.72	25.60	0.52	–	–	21.98
6563.05	6562.77	H I	417.16	0.75	290	1	295:	310	285.61
6583.78	6583.50	[N II]	112.97	1.88	79.4	1.4	105:	90	69.73
6678.47	6678.16	He I	6.84	0.07	4.73	0.06	3.9:	–	4.85
6716.75	6716.44	[S II]	2.66	0.06	1.86	0.04	–	–	2.01
6731.13	6730.82	[S II]	3.49	0.08	2.44	0.05	–	–	2.41
7065.58	7065.25	He I	4.65	0.06	2.98	0.04	–	–	–
7136.12	7135.80	[Ar III]	24.32	0.11	15.47	0.12	–	15	15.39
7231.65	7231.32	C II	0.72	0.11	0.51	0.07	–	–	–
7236.52	7236.19	C II	1.17	0.11	0.78	0.08	–	–	–
7281.68	7281.35	He I	1.34	0.08	0.85	0.05	–	–	–
7320.32	7319.99	[O II]	2.28	0.10	1.44	0.06	5.2:	–	2.78 <sup>c</sup>
7330.00	7330.20	[O II]	0.13	0.08	0.74	0.05	–	–	<sup>c</sup>

**Notas:** (:) Valores incertos. (a) Erro ao redor de 40%. (b) Erro ao redor de 20%. (c) Linha do multipletto do [O II]; fluxo total fornecido. **Referências:** A90: Comunicação particular

com A. Acker publicada em [Pottasch et al. \(2011\)](#). G14: [Górny \(2014\)](#).

TP77: [Torres-Peimbert e Peimbert \(1977\)](#).

### 3.1.2 Perfil das linhas de emissão

Devido à larga asa observada na linha de  $H\alpha$ , investigamos os perfis de distintas linhas em duas regiões da nebulosa: a região central e a região externa. A Figura 3.5 mostra o perfil de algumas linhas em duas regiões da NP He 2-108. A curva azul mostra o espectro na região central da nebulosa (ap 1 na imagem de  $H\alpha$ ), enquanto a curva laranja mostra o espectro na região mais externa e mais brilhante em  $H\alpha$  (ap 2). Esses espectros foram obtidos tomando o espectro integrado de duas áreas de  $3 \times 3$  pixels no cubo da NP. A

---

integração foi feita com um programa próprio, escrito por H. Monteiro.

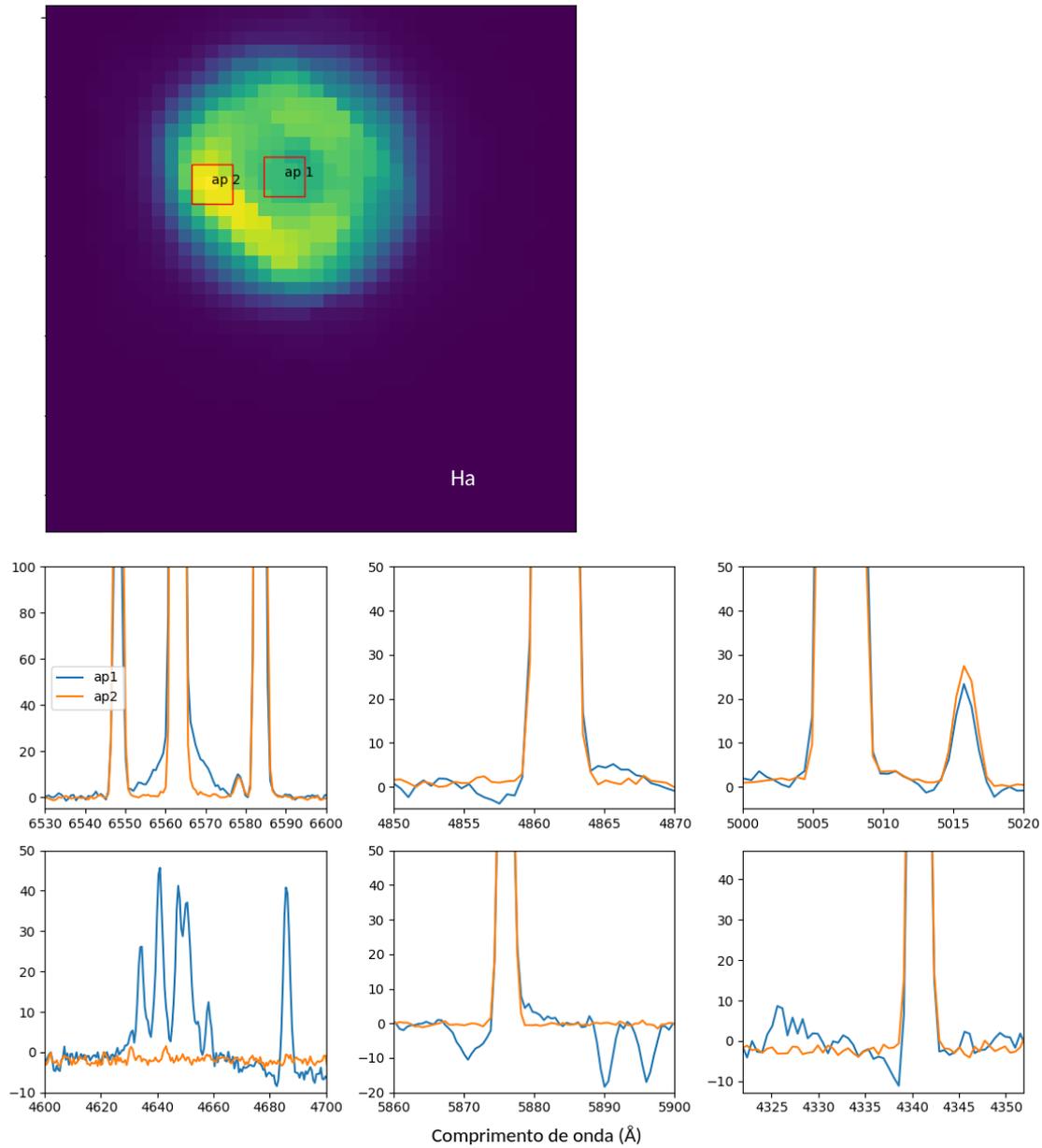


Figura 3.5: Detalhes do perfil de algumas linhas da NP He 2-108. O espectro foi extraído em duas regiões distintas da NP, como indicado na imagem na parte superior da figura. A curva laranja corresponde à região mais externa e a linha azul corresponde à região central.

O perfil da linha de  $H\alpha$  apresenta claramente um alargamento em sua base na região central que não é visto na região mais externa da NP. O alargamento da linha de  $H\alpha$  já foi identificado em várias NPs e as possíveis causas foram estudadas por [Arrieta e Torres-Peimbert \(2003\)](#). Para 10 das 11 NPs estudadas por eles, o espalhamento Raman é o mecanismo que melhor explica o alargamento das linhas. O alargamento de linhas também pode ser causado pela contribuição de estrelas centrais com linhas de emissão ([Górny, 2014](#)). Estrelas centrais tipo [WC] apresentam linhas largas no espectro. Para a He 2-108, outras características de emissão da estrela central são indicativos de que a emissão da CSPN seja a causa do alargamento da linha.

No espectro da região central da nebulosa, as linhas de  $H\beta$ ,  $H\gamma$  e He I  $\lambda 5876$  apresentam uma pequena absorção em comprimentos de onda menores que a linha. Essa é uma característica conhecida como perfil P Cygni, indicativo de um envelope de gás em expansão ao redor da estrela.

A região entre as linhas entre  $\lambda 4620$  e  $\lambda 4686$  apresenta emissão somente na região central da NP, assim como é o caso da linha de He II  $\lambda 4685$ .

### 3.1.3 Espectro da região central

Como visto acima, o espectro da região central apresenta várias diferenças com relação ao espectro do restante da nebulosa. Nessa região a estrela central pode contribuir significativamente para o espectro. Para avaliar a contribuição da estrela e estudar qual estrela que melhor explicaria as características desse espectro, realizamos um estudo do espectro da região central em colaboração com Marcos A. Faria (INPE, comunicação particular). Extraímos o espectro da região central do cubo de magnificação 2 : 1 da NP e subtraímos a contribuição nebular. Foram ajustadas gaussianas bidimensionais na região central da NP em cada ponto do eixo espectral. As Figuras [3.6](#) e [3.7](#) mostram a comparação entre dois espectros estelares sintéticos e o espectro observado na região central de He 2-108. Os espectros sintéticos mostrados são os que melhor se ajustaram ao observado. O espectro em magenta corresponde a uma estrela com  $T_{eff} = 5250$  K,  $\log g = 5.0$  e metalicidade =  $-1.3$ . O espectro azul corresponde a uma estrela com  $T_{eff} = 14000$  K,  $\log g = 2.0$  e metalicidade =  $-1.3$ .

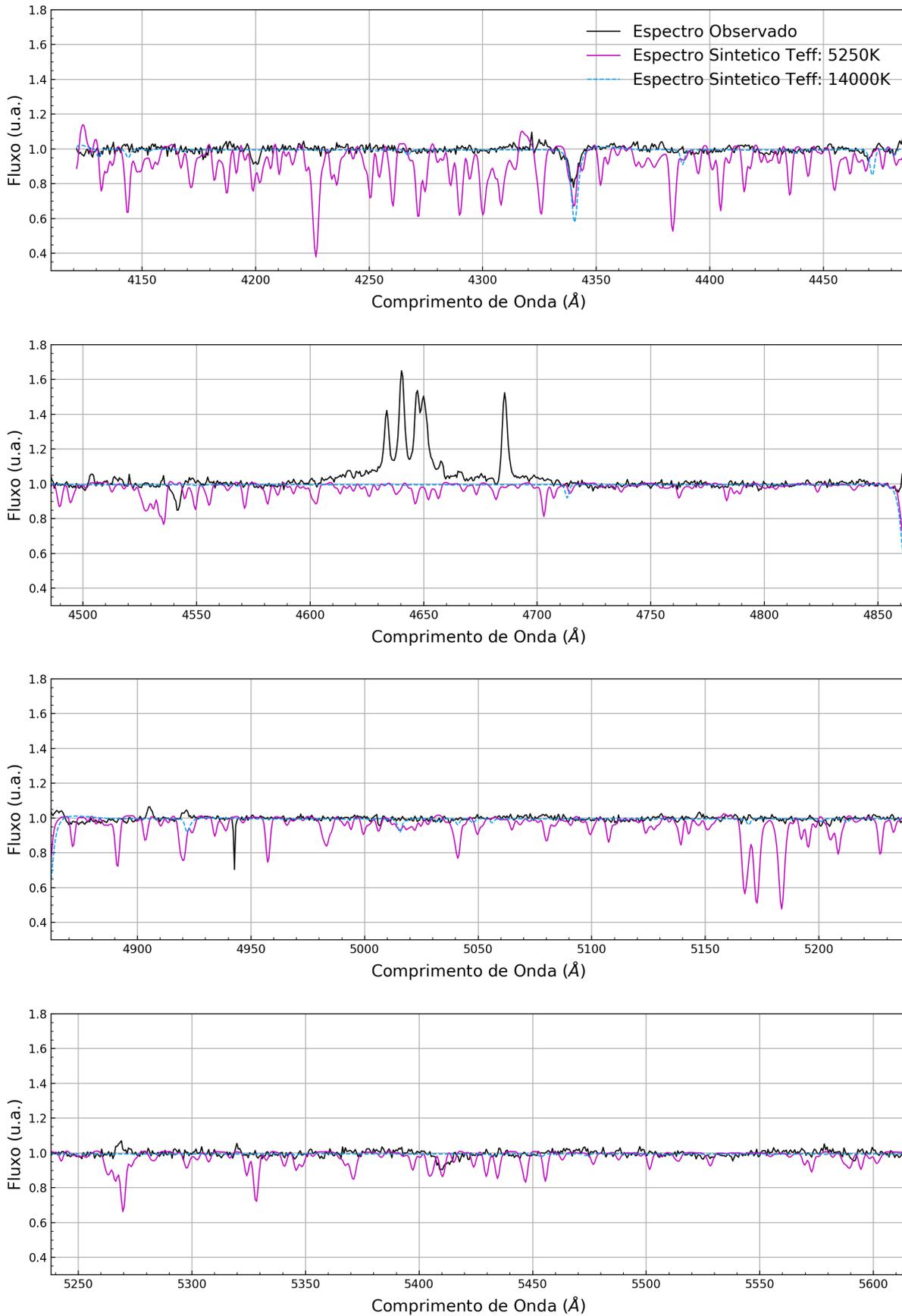


Figura 3.6: Espectro da região central da NP He 2-108. A curva preta é o espectro observado. As linhas azul e magenta são os espectros sintéticos de duas estrelas (vide texto). O fluxo é dado em unidades arbitrárias.

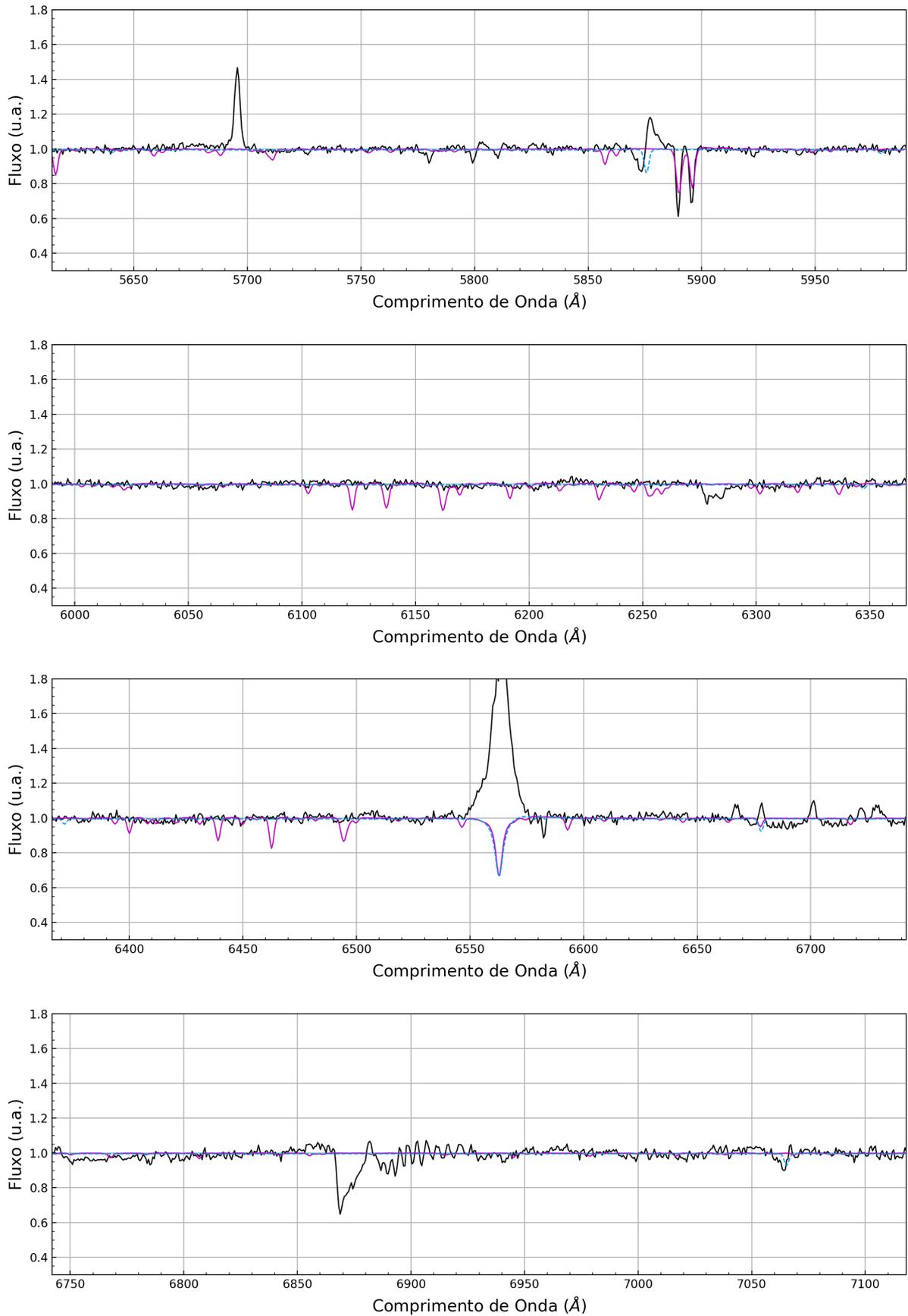


Figura 3.7: Idem à Fig. 3.6, mas para o espectro vermelho.

A absorção vista em  $\lambda 5876$ , referente ao He I, é característica de estrelas com  $T > 11000$  K. O duplete de sódio (Na I)  $\lambda\lambda 5890, 5895$  é característico de estrelas com  $T < 10000$  K. Isso podem indicar a existência de um sistema binário no centro da NP.

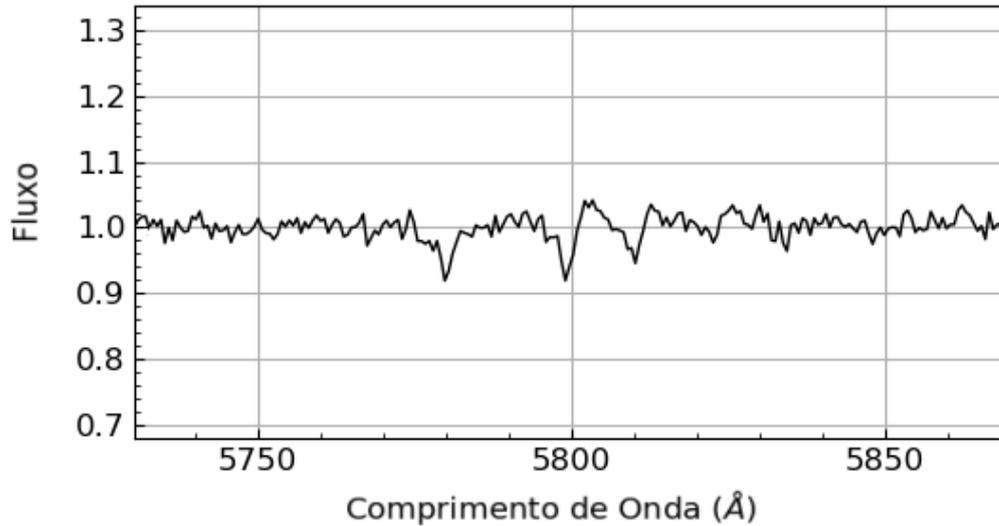


Figura 3.8: Detalhe do espectro da região central para melhor visualização das absorções em  $\lambda 5800$  e  $\lambda 5812$  da NP He 2-108.

Nota-se que a região do complexo de linhas, entre  $\lambda 4630$  e  $\lambda 4660$ , no segundo painel da Figura 3.6, não é ajustada por nenhum dos espectros sintéticos, o que indica que essas linhas tenham origem nebulosa. Outra hipótese é a origem em outros tipos de estrelas de mais alta temperatura efetiva, como [WC] ou [WELS].

As linhas foram atribuídas à estrela central por Górný (2014) (G14), mas é difícil de determinar sua origem. Trabalhos como o de Tylanda et al. (1993) concluem que essas linhas de origem estelar são causadas por estrelas com fracas linhas de emissão denominadas [WELS]. Trabalhos como o de Weidmann e Gamen (2011a) concluem que a presença das linhas é justificada pela CSPN ser tipo Wolf-Rayet, ou [WC]. Parthasarathy et al. (1998) concluem que são diferentes fases de uma mesma trajetória evolutiva. Eles classificaram a estrela central dessa NP como [WELS] que são [WC]-PG1159, ou seja, [WELS] seriam uma transição entre as fases pós-AGB e pré-anã branca. Como o grupo de [WELS] é heterogêneo, G14 introduziu um terceiro tipo de estrela central com linhas de emissão, as *very late type* (VL). Esse novo grupo apresentaria fracas linhas de emissão, como as [WELS], e apresentaria linhas de C IV largas, como as [WC]. No espectro de baixa resolução dele, não é possível fazer a classificação da CSPN da He 2-108.

As linhas do dubleto de  $\lambda 5801$  e  $\lambda 5812$  foram analisadas por [Marcolino e de Araújo \(2003\)](#) e identificadas como C IV com perfil P Cygni. A região desse dubleto é mostrada na Figura 3.3 e é visto um comportamento parecido ao espectro de MA03. Esses comprimentos de onda também são mostrados no primeiro bloco da Figura 3.7 e são vistas em detalhe na Figura 3.8. O espectro observado nessa região é parecido com o de MA03, mas não é possível afirmar que se trata de linhas com perfil P Cygni.

No trabalho de [Marcolino e de Araújo \(2003\)](#) (MA03), eles ressaltam que as linhas de N III  $\lambda 4634$  e  $\lambda 4641$  são presentes em [WELS] e a primeira é menos intensa que a segunda. A primeira é vista no nosso espectro ao lado da linha nomeada de N II  $\lambda 4630$ , mas a  $\lambda 4634$  não pode ser separada da  $\lambda 4639$ , identificada como O II. Eles identificam a linha  $\lambda 4658$  como C IV, enquanto a análise do nosso espectro com o ALFA identificou a mesma linha como [Fe III]. É visto no mapa de fluxo (Seção 3.2) que o comprimento de onda  $\lambda 4658$  é estendido um pouco além da região central, o que pode indicar que essa emissão é nebulosa.

A identificação de C IV é uma importante característica para a classificação da estrela central como [WELS] ([Marcolino e de Araújo, 2003](#)), mas a análise não é simples de ser feita. O complexo de linhas é uma região também vista em estrelas tipo Wolf-Rayet (WC) ([Weidmann e Gamen, 2011b](#)). [Weidmann et al. \(2015\)](#) discordam do uso de [WELS] como tipo de classificação pois muitas das CSPN foram assim classificadas a partir de espectros de baixa resolução. Com nosso espectro de média resolução são vistas características de [WELS], como as absorções em  $\lambda 5801$  e  $\lambda 5812$ , linhas no blend de  $\lambda 4650$  e alargamento da linha de  $H\alpha$ . Essas características são evidências de que há ventos no centro da NP He 2-108.

[Parthasarathy et al. \(1998\)](#) encontraram para várias CSPN classificadas como [WELS] a absorção em He II  $\lambda 5412$ , vista com dificuldade na Figura 3.2 mas clara no espectro estelar da Figura 3.6. Eles concluem que [WELS] são estrelas na fase intermediária entre [WC] e PG1159 (pré-anã branca), chamadas [WC]-PG1159, e assim classificaram a estrela central da NP He 2-108.

Como discutido na Seção 3.1.2, algumas linhas no espectro da He 2-108 apresentam um perfil P Cygni, como  $H\alpha$ ,  $H\beta$  e  $H\gamma$ . No segundo bloco da Figura 3.6, a linha de He I  $\lambda 4685$  também parece ter uma absorção antes da emissão.

É visto que, na linha de  $H\alpha$  no penúltimo bloco da Figura 3.7, a linha de emissão tem a base larga e nenhum dos espectros sintéticos é ajustado.

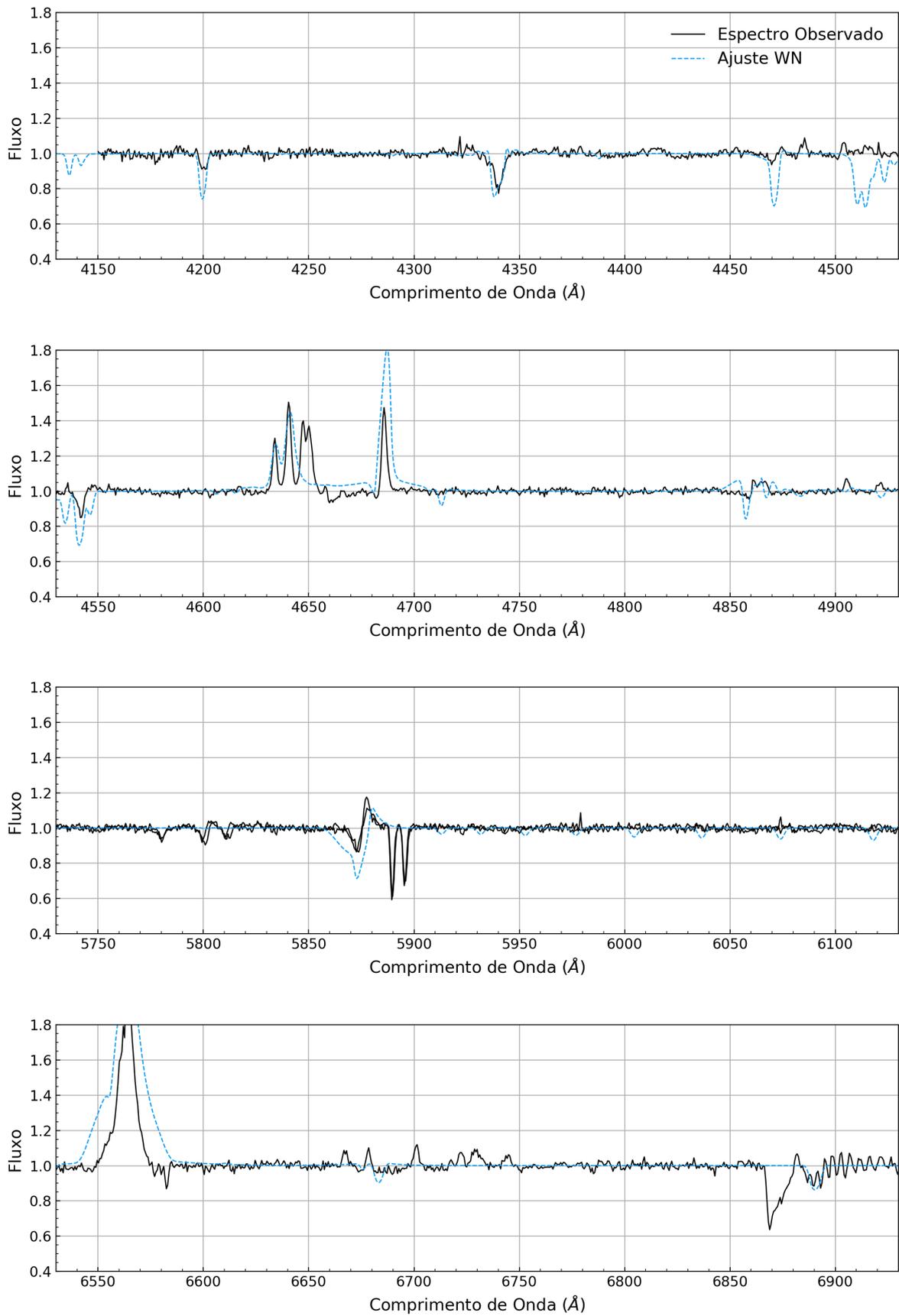


Figura 3.9: Espectro da região central da NP He 2-108. A curva preta é o espectro observado. A linha azul é o espectro ajustado de uma estrela Wolf-Rayet. O fluxo é dado em unidades arbitrárias.

A Figura 3.9 mostra uma comparação feita entre o espectro da região central e um conjunto de modelos de estrelas Wolf-Rayet de subclasse WN (Gräfener et al., 2002; Hamann e Gräfener, 2004). O modelo considera que a estrela é uma Wolf-Rayet e que a atmosfera se expande com simetria esférica. Cada conjunto de modelos é caracterizado com luminosidade, velocidade terminal do vento e composição química, entre outros parâmetros.

Com o ajuste mostrado na Figura 3.9, o modelo estelar melhor ajustado resulta em temperatura efetiva de  $T_{eff} = 35481$  K, massa de  $13.0 M_{\odot}$ ,  $\log g = 3.404$ ,  $\log L = 5.3 L_{\odot}$ . É interessante observar que várias linhas são ajustadas no espectro da CSPN com o modelo de estrela WN. Algumas delas são  $H\gamma$ , N III  $\lambda 4634$ ,  $\lambda 4640$ , He II  $\lambda 4686$ , He I  $\lambda 5876$  e  $H\alpha$ . As boas correspondências entre o espectro da região central observado e o modelo de estrela Wolf-Rayet são indícios de que, na região central da NP, há ventos estelares que resultam em linhas de emissão.

#### 3.1.4 Diagnóstico de linhas e abundâncias químicas

A Tabela 3.2 mostra os resultados de diagnóstico do gás obtidos com o código NEAT a partir do espectro integrado da NP He 2-108 e a comparação com dados de Pottasch et al. (2011) e Górný (2014). Nesta tabela são mostrados os valores (corrigidos por extinção) de densidade de íons de baixa e média ionização e temperatura de baixa ionização, temperatura de He I ( $\lambda 6576/4471$ ,  $\lambda 6678/4471$ ) e extinção interestelar a partir da média ponderada das extinções das razões de linha  $H\alpha/H\beta$  e  $H\gamma/H\beta$ . Para o diagnóstico e cálculo de abundâncias químicas, consideramos as linhas com valor de confiança maior que  $6\sigma$ .

O coeficiente de extinção desta NP foi determinado por vários autores e os resultados são coerentes com o valor que obtivemos, mesmo com os métodos ou dados não sendo exatamente iguais. Observações do espectro com fenda longa por Torres-Peimbert e Peimbert (1977) fornecem um coeficiente igual a 0.4. Não está claro no artigo se as observações incluem toda a NP (eles afirmam somente de forma geral para todos seus objetos que a abertura não necessariamente cobre o objeto inteiro; a fenda foi posicionada na direção este-oeste). Esses autores usam as mesmas razões que nós e um método similar. Eles determinam o coeficiente com um ajuste das razões observadas aos valores teóricos de Brocklehurst (1971). Note não há uso de pesos distintos para diferentes linhas. Esse valor deve ser usado com cuidado, pois os próprios autores indicam que os fluxos tem alta incerteza. Pottasch et al. (2011) determina o coeficiente de 0.53 através da comparação entre

Tabela 3.2 - Principais resultados de diagnóstico obtidos com o NEAT para a NP He 2-108 comparados com dados da literatura.

	Este trabalho	P11	G14
<b>Extinção:</b>			
$c(H\beta)$ ( $H\alpha/H\beta$ )	$0.52 \pm 0.01$		
$c(H\beta)$ ( $H\gamma/H\beta$ )	$0.74 \pm 0.01$		
$c(H\beta)$ médio	$0.54 \pm 0.01$	0.53	0.51
<b>Densidade (Baixa Ionização):</b>			
Razão [S II] 6731/6717	$1.31 \pm 0.04$		
Densidade [S II] ( $\text{cm}^{-3}$ )	$1530 \pm 160$	–	871
<b>Densidade (Média Ionização):</b>			
Razão [Cl III] 5537/5517	$0.85 \pm 0.07$		
Densidade [Cl III] ( $\text{cm}^{-3}$ )	$870 \pm 371$	–	–
<b>Temperatura (Baixa Ionização):</b>			
Razão [N II](6548+6584)/5754	$172 \pm 6$		
Temperatura [N II] (K)	$7860 \pm 80$	–	8083

P11: [Pottasch et al. \(2011\)](#), G14: [Górny \(2014\)](#).

o fluxo de  $H\beta$  observado por A. Acker (comm. priv.; observações não publicadas para o ‘1990 Acker-Stenholm ESO survey of southern PNe’) e o valor que estimam a partir de observação do fluxo do contínuo em rádio em 6cm para esta NP (medido por [Milne e Aller 1975](#)). Esse valor é bem próximo ao encontrado no nosso trabalho, de  $c(H\beta) = 0.54$ . [Frew et al. \(2013\)](#) determina o valor de 0.53 com base na comparação da razão  $H\alpha/H\beta$  observada e do valor teórico de 2.86 publicado por [Hummer e Storey \(1987\)](#). Os fluxos foram obtidos por imageamento que incluiu toda a NP (abertura de  $1.8'$ ). [Górny \(2014\)](#) obteve o valor de 0.51 usando observação com fenda longa de  $1.8''$ . O valor foi determinado usando a razão  $H\alpha/H\beta$ , parte do processo de redução, e uma correção extra para reproduzir os valores das demais linhas de H I de seu espectro. Os coeficientes de recombinação que usou são de [Seaton \(1979\)](#).

A Tabela 3.3 mostra os resultados de abundâncias iônicas e totais de alguns elementos obtidas através do espectro integrado e resultados de [Pottasch et al. \(2011\)](#) e [Górny \(2014\)](#). Nossos resultados foram calculados com o NEAT, utilizando apenas as linhas com mais de  $6\sigma$  de confiança.

A abundância total de Ar encontrada neste trabalho foi menor que o valor obtido por [Pottasch et al. \(2011\)](#), de  $Ar/H = 5.1 \times 10^{-6}$ . A abundância colisional de N encontrada por eles, de  $N/H = 6.00 \times 10^{-5}$ , é semelhante à encontrada neste trabalho, como mostra a Tabela 3.3. [Górny \(2014\)](#) encontrou as abundâncias de  $Ar/H = 1.92 \times 10^{-6}$  (incerta), com limites superior e inferior  $2.85 \times 10^{-6}$  e  $1.36 \times 10^{-6}$ , e  $N/H = 2.8 \times 10^{-5}$ , com limites superior e inferior de  $3.78 \times 10^{-5}$  e  $2.19 \times 10^{-5}$ .

A abundância de O/H encontrada por P11 foi de  $O/H = 2.8 \times 10^{-4}$ . G14 encontrou  $O/H = 1.91 \times 10^{-4}$ , com limites superior e inferior dados como  $2.80 \times 10^{-4}$  e  $1.39 \times 10^{-4}$ .

A abundância das linhas de recombinação He concordam com o valor encontrado por [Pottasch et al. \(2011\)](#), de  $He/H = 0.11$ . [Górny \(2014\)](#) encontrou a abundância de  $He/H = 0.126$ , que é marcado por eles como valor incerto.

O fator de discrepância de abundâncias calculado a partir das linhas de nitrogênio foi determinado como  $ADF(N/H) = 55.30^{+6.60}_{-5.90}$ . Como as linhas de recombinação O não tem alto valor sinal-ruído no espectro, não foi possível obter o  $ADF(O/H)$  neste trabalho. Não são encontrados ADFs na literatura para essa NP. [Tsamis et al. \(2004\)](#) sugerem que altos valores de ADF são causados por enriquecimento de emissão de ORLs devido ao gás frio ionizado em inomogeneidades deficientes de hidrogênio. Essas inomogeneidades, com

a evolução da NP, originariam nódulos cometários, mas a resolução espacial dos nossos dados não permitem observar tais estruturas.

O valor de S/H obtida por [Pottasch et al. \(2011\)](#) foi de  $S/H = 8.1 \times 10^{-06}$ . A abundância de S/H encontrada por [Górnny \(2014\)](#) é incerta, com limites superior e inferior de  $3.21 \times 10^{-06}$  e  $1.06 \times 10^{-06}$ . É importante lembrar que o método de observação destes trabalhos é diferente da espectroscopia de campo integral. O espectro de baixa resolução de [Górnny \(2014\)](#) da NP He 2-108 foi incluído na análise deles com propósito de ilustração. Neste trabalho é obtido o espectro de toda extensão da NP, que pode mostrar resultados não obtidos anteriormente. Como foi visto nos mapas de fluxo das Figuras [3.11](#) e [3.10](#), a NP He 2-108 apresenta uma estrutura mais complexa que uma esfera homogênea. A complexidade da estrutura da NP pode ser a causa da divergência entre alguns resultados. A observação de NPs com espectroscopia de campo integral é importante para melhor analisar se a estrutura do objeto influencia diretamente a determinação de parâmetros físicos e químicos do gás. Em especial, para a He 2-108, as análises espacialmente resolvidas têm uma contribuição relevante que levou a descoberta de estruturas não observadas anteriormente.

Tabela 3.3 - Abundâncias químicas da NP He 2-108 obtidas do espectro integrado.

X	$\frac{X^+}{H^+}$	$\frac{X^{++}}{H^{++}}$	ICF(X)	$\frac{X}{H}$	Método(*)	P11	G14
He	$(1.12 \pm 0.01) \times 10^{-1}$	$(8.35 \pm 0.91) \times 10^{-4}$	–	$(1.13 \pm 0.01) \times 10^{-1}$	ORL	0.11	$1.26 \times 10^{-1}$ (**)
N	$(3.24 \pm 0.13) \times 10^{-5}$	–	$2.07 \pm 0.07$	$(6.70 \pm 0.27) \times 10^{-5}$	CEL	$6.0 \times 10^{-5}$	$2.80 \times 10^{-5}$
	$(1.76 \pm 0.18) \times 10^{-3}$	$(1.57 \pm 0.21) \times 10^{-4}$	$1.84 \pm 0.06$	$(3.71 \pm 0.39) \times 10^{-3}$	ORL	–	–
O	$(1.97 \pm 0.19) \times 10^{-4}$	$(1.44 \pm 0.06) \times 10^{-4}$	$1.00 \pm 0.01$	$(3.43 \pm 0.24) \times 10^{-4}$	CEL	$2.8 \times 10^{-4}$	$1.91 \times 10^{-4}$
Ar	–	$(2.61 \pm 0.08) \times 10^{-6}$	$1.09 \pm 0.01$	$(2.84 \pm 0.10) \times 10^{-6}$	CEL	$5.1 \times 10^{-6}$	$1.92 \times 10^{-6}$ (**)
S	$(2.27 \pm 0.10) \times 10^{-7}$	–	$3.52 \pm 0.10$	$7.97 \pm 0.38) \times 10^{-7}$	CEL	$8.1 \times 10^{-6}$	$1.67 \times 10^{-6}$ (**)
Cl	–	$(1.08 \pm 0.06) \times 10^{-7}$	$1.31 \pm 0.01$	$(1.42 \pm 0.08) \times 10^{-7}$	CEL	–	$4.16 \times 10^{-7}$ (**)

(\*) Abundâncias obtidas usando linhas de recombinação (ORL) ou proibidas (CEL).

## 3.2 Análise espacialmente resolvida

### 3.2.1 Mapas de Emissão

A morfologia da NP He 2-108 é classificada em aproximadamente circular ou elíptica (Acker et al., 1992; Tyllenda et al., 2003), o que é mostrado também pelos mapas que obtivemos por espectroscopia de campo integral. Os mapas de fluxo das linhas de emissão sem correção de avermelhamento obtidos a partir do cubo com magnificação 1 : 1 são mostrados nas Figuras 3.10 e 3.11.

Nos mapas, duas estruturas principais são imediatamente identificadas: uma região nuclear e um estrutura de anel circundante. Algumas linhas são emitidas em ambas as estruturas, enquanto outras são emitidas exclusivamente em uma delas. As linhas de N III  $\lambda 4634$ , [Fe III]  $\lambda 4658$  e  $\lambda 5270$  na Figura 3.10 e C III  $\lambda 5696$ , O II  $\lambda 4907$  e He II  $\lambda 4685$  na Figura 3.11 são emitidas predominante na região central da NP. Essa região tem tamanho angular  $< 5''$  ao redor da estrela central.

As linhas de C III  $\lambda 5696$ , C II  $\lambda 7236$  e He II  $\lambda 4685$  foram identificadas por Górný (2014) como estelares. De acordo com nossa análise do perfil de linhas na Seção 3.1.2 e no espectro estelar da Seção 3.1.3, as linhas de N III  $\lambda 4634$ , He II  $\lambda 4685$  e C III  $\lambda 5696$  são estelares, mas a de C II  $\lambda 7236$ , como mostra a Figura 3.11, tem emissão nebular.

No mapa de He II  $\lambda 4685$  da Figura 3.11, o fluxo é predominante na parte central da NP, com menos de  $5''$  de abertura. A presença dessa linha de He II é inesperada, pois estrelas centrais com temperaturas efetivas menores que 40 kK não conseguem produzir emissão significativa dessa linha. Para produzir a razão He II  $\lambda 4685/H\beta$  observada é necessária uma estrela com temperatura ao redor de 60 kK (Gurzadian, 1988). Uma possível explicação dessa alta razão é a emissão de He II de ventos estelares, que teriam densidades mais altas com relação ao gás, mas essa alternativa precisa ser melhor investigada.

A linha de [Cl III]  $\lambda 5517$  apresenta fluxo baixo com relação aos demais representados na Figura 3.11. Além da emissão na região central, há emissão extensa ao redor. A parte leste da NP aparece com maior fluxo, enquanto a parte oeste é bem menos intensa.

Os mapas de  $H\alpha$ ,  $H\beta$  e  $H\gamma$  na Figura 3.10 apresentam uma estrutura anelar, i.e, com menor fluxo na região central da NP e maior brilho na parte mais externa da região circundante. O anel não tem fluxo homogeneamente distribuído, mas com partes de maior intensidade do que outras. A linha de  $H\alpha$  apresentam uma pequena área de maior inten-

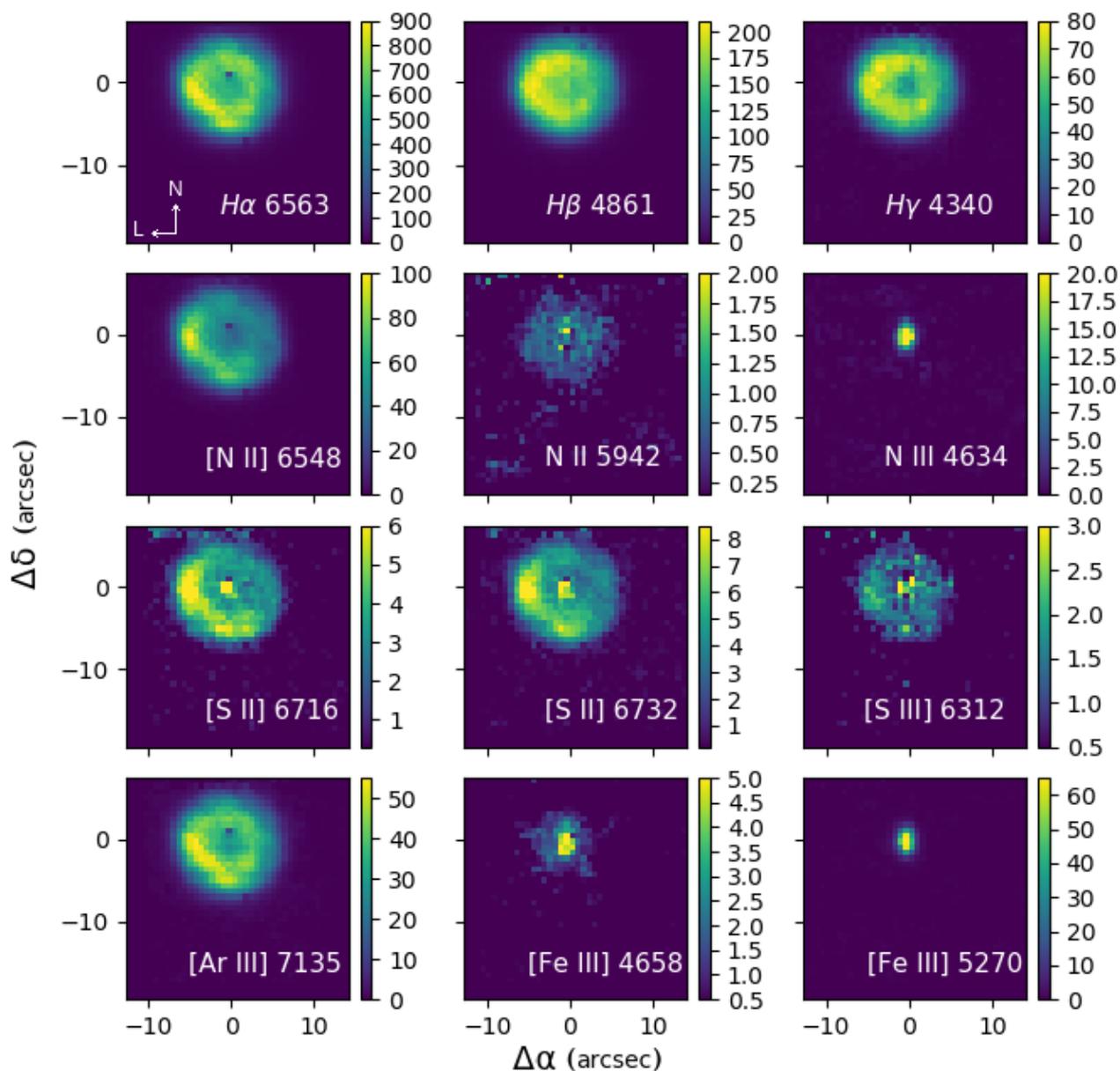


Figura 3.10: Mapas de fluxo das linhas de emissão da NP He 2-108 com magnificação 1 : 1. As orientações Norte e Leste são indicadas no mapa de  $H\alpha$ . Os eixos são dados em segundos de arco e a escala lateral dá o fluxo em  $10^{-16}$  ergs  $\text{cm}^{-1} \text{s}^{-1}$ .

side no centro da NP, como visto na Figura 3.12.

Para melhor visualização das regiões de emissão da NP, os mapas de fluxo de algumas linhas de emissão com magnificação 2 : 1 são mostrados na Figura 3.12. Como parte da NP não é incluída no campo de observação para essa magnificação, os mapas de fluxo são apresentados, mas não foram utilizados para os cálculos dos parâmetros físicos e químicos.

Na Figura 3.12, são vistos os mapas de  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$ , He I  $\lambda 6677$ , [N II]  $\lambda 6548$ , [Ar III]  $\lambda 7135$ , [O III]  $\lambda 5007$ , [O II]  $\lambda 7320$  e [Fe III]  $\lambda 4658$ . Nessa magnificação pode-se ver alguns

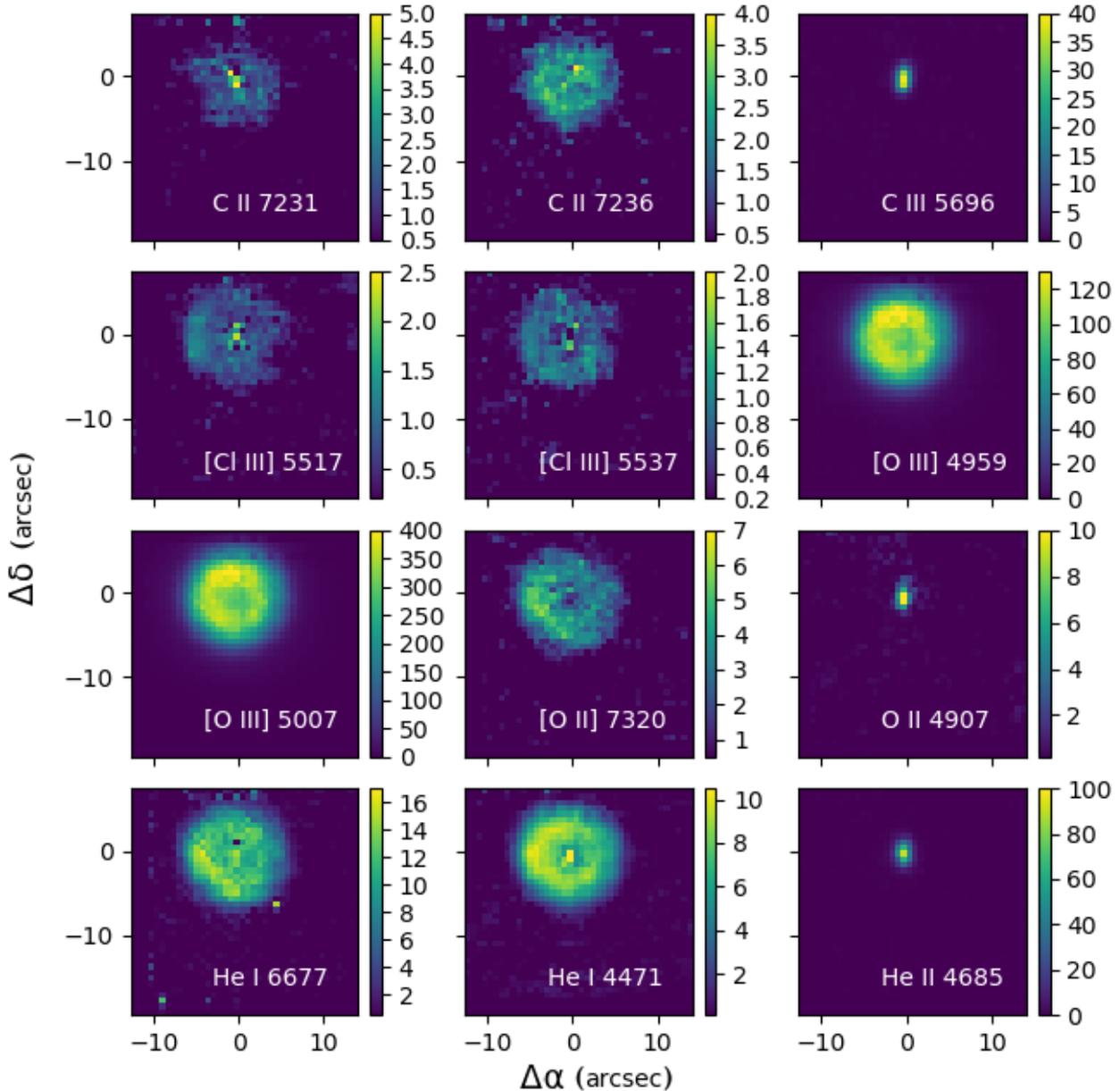


Figura 3.11: Mapas de fluxo das linhas de emissão da NP He 2-108 com magnificação 1 : 1, como na Figura 3.11.

detalhes a mais que nos mapas de magnificação 1 : 1, como a estrutura central de  $H\alpha$  dentro do anel e a estrutura anelar de  $[N II]$ .

A NP apresenta estrutura anelar na linha de visada com um nóculo central em alguns mapas. Nos mapas das linhas de He I e  $[O II]$ , fica evidente o fluxo na região central com uma estrutura anelar ao redor. O mapa de  $H\alpha$  também apresenta morfologia similar, no entanto, o fluxo central é menos evidente que nas linhas anteriormente citadas. Esse fluxo na região central não está presente nos mapas de  $H\beta$ ,  $H\gamma$ ,  $[N II]$ ,  $[O III]$  e de  $[Ar III]$ .

É vista uma região mais intensa na lateral esquerda da NP em alguns dos mapas,

indicando que os íons não são homogeneamente distribuídos nessa NP. Na emissão de He I  $\lambda 6677$ , a região central apresenta fluxo alongado na direção Norte-Sul.

É interessante notar que a linha de [Fe III] não apresenta a mesma emissão observada no mapa de magnificação 1 : 1, apenas uma emissão central. Isso acontece porque a magnificação 2 : 1 tem menor resolução, além da emissão de Fe ser muito fraca. Por isso, a emissão estendida só é vista no mapa com magnificação 1 : 1.

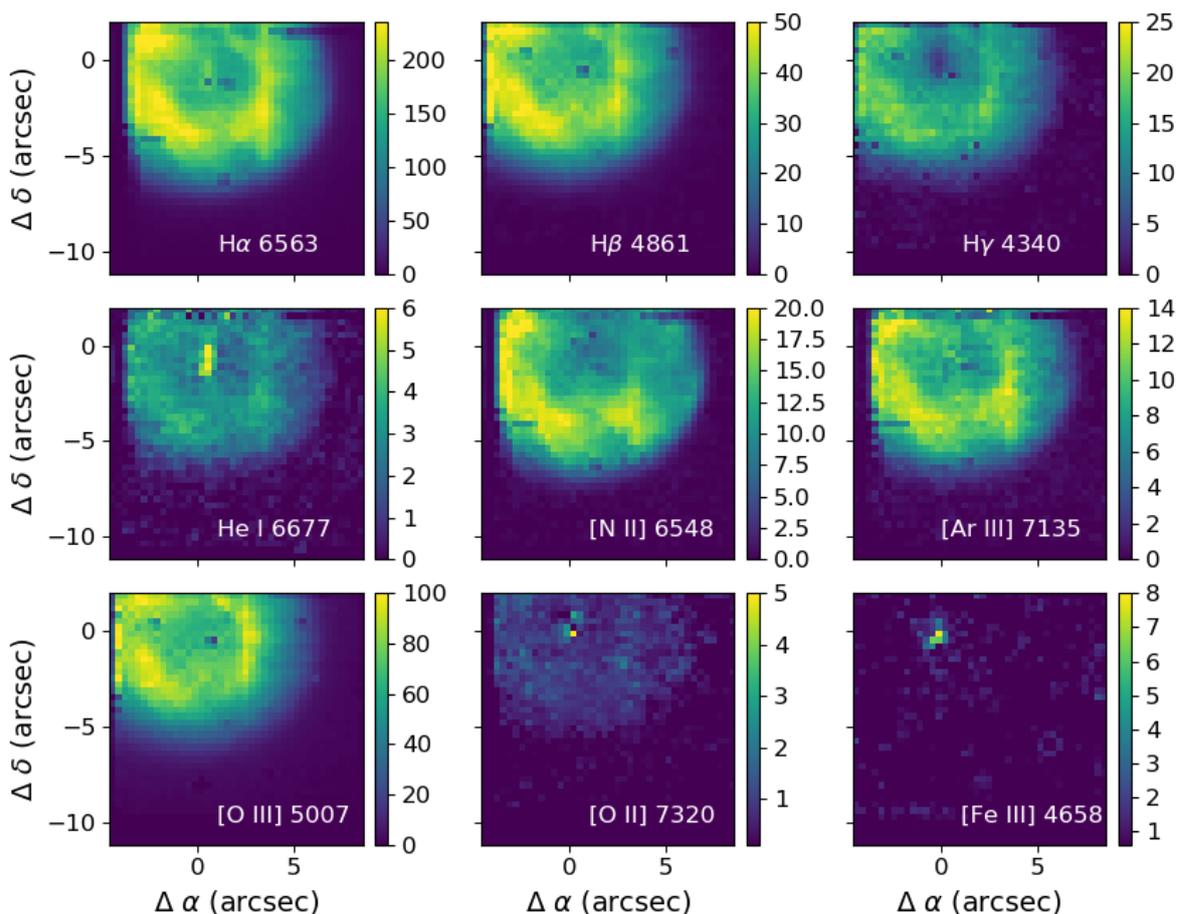


Figura 3.12: Mapas de fluxo da NP He 2-108 com magnificação 2 : 1. A escala lateral é dada em  $10^{-16}$  ergs  $\text{cm}^{-1} \text{s}^{-1}$ .

Para melhor visualizar a estratificação da emissão em diferentes regiões da NP, foram feitos gráficos com os perfis de emissão de um corte ao longo do eixo espacial de ascensão reta, passando pela região central. O corte foi feito com uma largura de 4 spaxels na direção da declinação. Foi utilizado o cubo de magnificação 1 : 1, que compreende toda a NP. A Figura 3.13 mostra esse perfis. São mostradas as linhas de de  $\text{H}\alpha$ ,  $\text{H}\beta$ ,  $\text{H}\gamma$ , He I  $\lambda 6677$ , He II  $\lambda 4685$ , [Cl III]  $\lambda 5517$ , [N II]  $\lambda 6548$ , C II  $\lambda 7231$ , C III  $\lambda 5696$ , [O III]  $\lambda 5007$ , [O II]  $\lambda 7320$ , [Fe III]  $\lambda 4658$  e de [Ar III]  $\lambda 7135$ .

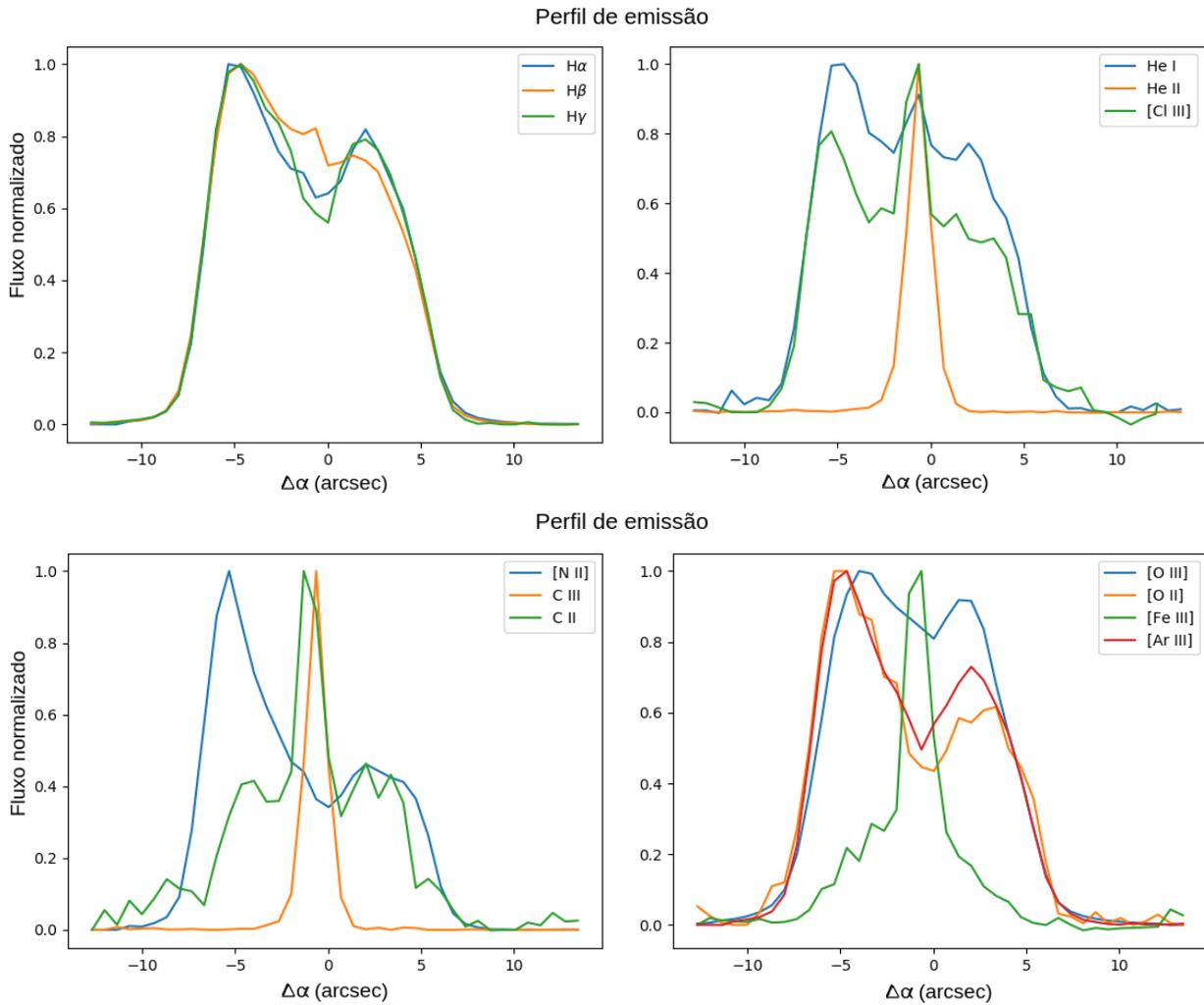


Figura 3.13: Perfil de brilho normalizado da NP He 2-108 ao longo da direção Leste-Oeste da NP passando pelo centro.

No primeiro quadro dos perfis, fica clara a emissão de H $\alpha$  tanto nos anéis quanto no centro da NP. O perfil de H $\beta$  mostra a emissão central pouco evidente com relação à parte esquerda do anel, mas presente. O perfil de H $\gamma$  mostra que não há um pico na emissão central nesta linha, como visto no mapa da Figura 3.12.

No quadro superior da direita na Figura 3.13, a linha de He II mostra claramente exclusiva emissão central, sem fluxo para  $|\Delta\alpha| > 3$ . As linhas de He I e [Cl III] mostram tanto a emissão do anel quanto a central.

No terceiro quadro, o perfil da linha de [N II] mostra apenas a emissão do anel, formando os dois picos simétricos com relação ao centro da NP e com maior intensidade do lado esquerdo. Esse perfil representa bem o que é visto no mapa de fluxo dessa linha na Figura 3.12. Nos perfis de C III e C II, o primeiro apresenta apenas a emissão central, com

fluxo nulo para  $\Delta\alpha > 2$ . No segundo, há emissão central forte e emissão anelar mais fraca.

O quarto quadro da Figura 3.13 mostra as emissões centrais das linhas de [O III], [O II], [Fe III] e [Ar III]. O perfil de emissão da linha de [O III] mostra a emissão parecida à de  $H\beta$ , mas não é possível ver a emissão central. No perfil de [Fe III], há um pico central, com fraca emissão ao redor do centro. O perfil da linha de [Ar III] mostra a emissões central semelhante ao perfil de [O II].

### 3.2.2 Mapa de Extinção

Para obtenção e análise dos mapas de parâmetros físicos, é preciso corrigir o efeito de extinção interestelar sofrido pelas linhas no espectro. Para isso, foi feito um mapa de extinção a partir da razão dos mapas de fluxo de  $H\alpha$  e  $H\beta$ . Para melhor visualização dos mapas, foi aplicada uma máscara de céu, como mostra a Figura 3.14. Essa máscara foi feita com o contorno de 15% do fluxo máximo de  $H\beta$ . Como visto nos perfis da Figura 3.13, esse valor compreende a maior parte da emissão da NP nas diferentes linhas.

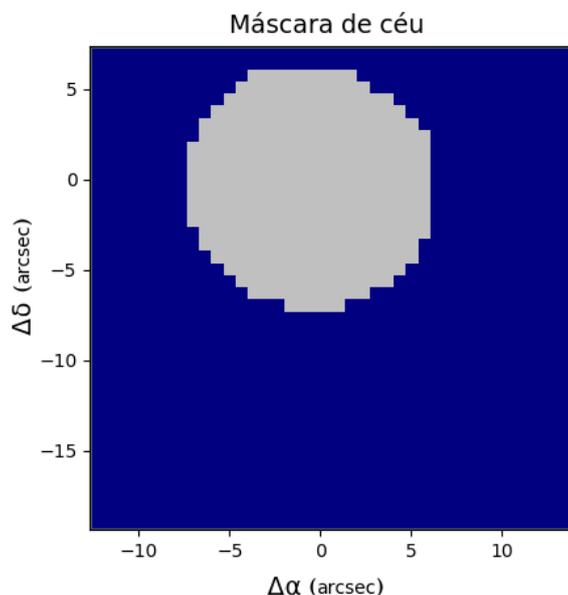


Figura 3.14: Máscara para eliminar o céu aplicada nos mapas de He 2-108.

O mapa da razão de linhas  $H\alpha/H\beta$  é mostrado na Figura 3.15. A razão de linhas  $H\alpha/H\beta$  está em um intervalo entre  $\sim 3$  e  $\sim 6$ . Os maiores valores são encontrados na região ao redor do centro da NP. Esse intervalo é um pouco maior que o valor teórico para NPs de  $\sim 2.9$ , que é o valor esperado nas condições físicas típicas do gás ionizado de NPs sem o efeito de extinção interestelar (Osterbrock e Ferland, 2006). Não é possível identificar

estruturas relevantes dessa razão na Figura 3.15.

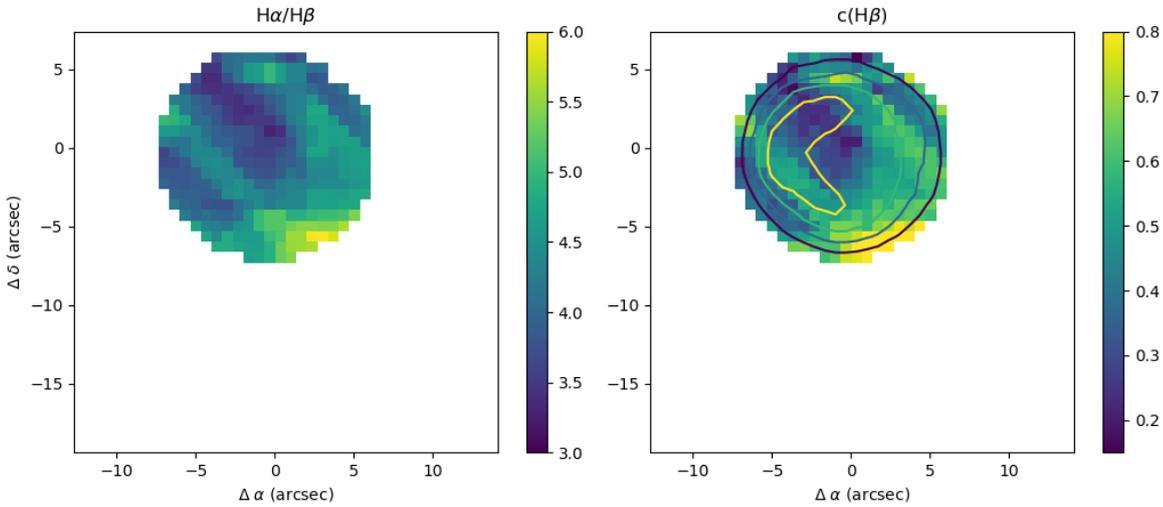


Figura 3.15: Mapas da razão de fluxos  $H\alpha/H\beta$  (esquerda) e do coeficiente de extinção  $c(H\beta)$  (direita) da NP He 2-108. Sobre o mapa de extinção são colocadas as linhas de contorno do fluxo de  $H\beta$ .

Assumindo a lei de extinção de [Fitzpatrick \(1999\)](#) e utilizando o mapa da razão  $H\alpha/H\beta$ , obtivemos o mapa da extinção para a NP He 2-108, que é mostrado na Figura 3.15, à direita. Esse mapa foi obtido com a ferramenta PyNeb ([Luridiana et al., 2015](#)). As linhas de contorno correspondem ao fluxo de  $H\beta$ . Na região interna ao contorno, há uma variação no valor de  $c(H\beta)$ , que fica entre 0.3 e 0.6, mas não é possível afirmar que exista uma estrutura anelar no mapa de  $c(H\beta)$ . A região central apresenta valores menores de extinção. O valor médio de extinção calculado com o NEAT, a partir do espectro integrado, foi  $c(H\beta) = 0.54 \pm 0.01$ , encontrado a partir das linhas de  $H\alpha$  e  $H\gamma$ . Valores similares obtidos pelo espectro integrado são vistos na literatura (vide Seção 3.1.4). Esse valor é coerente com a média dos valores vistos no mapa. A homogeneidade no mapa de extinção explica a coerência desse resultado com valores da literatura obtidos com espectroscopia de fenda longa.

### 3.2.3 Densidade e Temperatura

Nos mapas de fluxo da NP He 2-108 foram vistas estruturas não homogêneas na distribuição espacial de linhas usadas para diagnóstico, como nas linhas de [S II]  $\lambda\lambda 6716, 6732$  e [N II]  $\lambda\lambda 6548, 6584$ . Com esses mapas pôde-se analisar a distribuição espacial de densidade e temperatura eletrônica do gás a partir da ferramenta *diags.getCrossTemDen* do PyNeb.

A Figura 3.16 mostra os mapas de razão dos fluxos das linhas de [S II]  $\lambda 6717/\lambda 6732$

e [Cl III]  $\lambda 5517/\lambda 5537$  de He 2-108. Em ambos os mapas foram incluídas máscaras para eliminar pontos onde o sinal-ruído é  $S/N < 3$ . A máscara de céu também foi aplicada. Grande parte da NP apresenta o valor de  $\lambda 6717/\lambda 6732$  próximo a 1, que é ligeiramente menor que o valor obtido para o espectro integrado de  $1.31 \pm 0.04$ . Os valores são maiores que 0.6, indicando que a densidade eletrônica é menor que  $3000 \text{ cm}^{-3}$  (Osterbrock e Ferland, 2006, Fig. 5.8). Valores dessa razão acima de 1.2, raros na Figura 3.16, indicam um gás com densidade menor que  $200 \text{ cm}^{-3}$ .

O mapa da razão [Cl III]  $\lambda 5517/\lambda 5537$  varia entre 0.5 e 3.5, mas grande parte assume valores próximos a 1.5 ou abaixo. Essa razão tem o valor um pouco maior na região à direita da NP. O valor dessa razão obtido do espectro integrado é de  $0.85 \pm 0.07$ . Como as linhas de [Cl III] são fracas no nosso espectro, parte do mapa não tem valor de sinal-ruído maior que 3 e o mapa da razão de linhas teve regiões excluídas da análise. Como o espectro integrado não despreza os valores com menos de  $3 \sigma$ , esse pode ser um fator da diferença entre o a razão obtida pelo espectro integrado e a obtida pelo mapa.

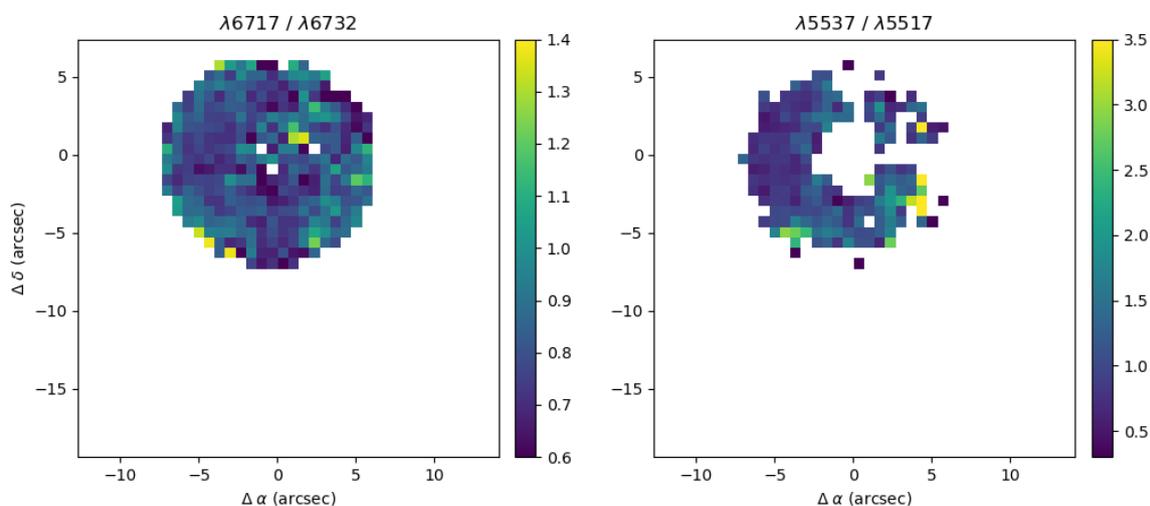


Figura 3.16: Mapas das razões de linhas de [S II]  $\lambda 6716/\lambda 6732$  (esquerda) e [Cl III]  $\lambda 5537/\lambda 5517$  (direita) obtidos para a NP He 2-108.

A Figura 3.17 mostra a distribuição espacial de densidade da NP He 2-108 obtida de diferentes formas. O mapa de densidade na primeira linha à esquerda foi obtido a partir da razão de linhas do [S II] com a Equação 1.3, de McCall (1984), como descrito anteriormente. Processo similar foi usado no painel da esquerda abaixo onde foi usado o cubo com magnificação 2 : 1. A densidade mostrada na primeira linha à direita foi obtida a partir dos mapas de [S II], mas utilizando a ferramenta de análise de linhas de emissão

`diags.getCrossTemDen` da biblioteca PyNeb. Na segunda linha à direita, é mostrado o mapa de densidade obtido da razão de linhas de [Cl III] com o PyNeb.

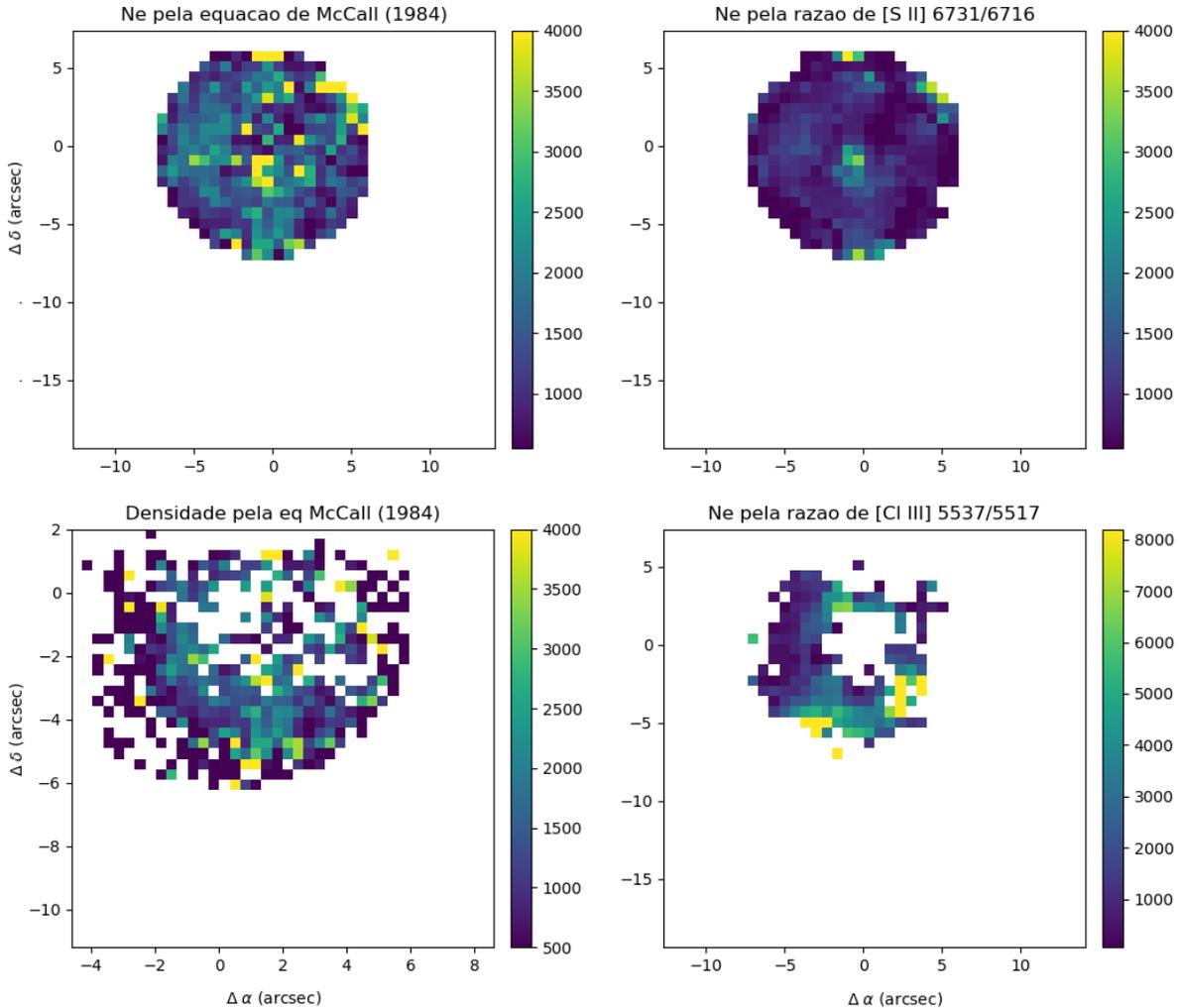


Figura 3.17: Comparação entre diferentes mapas de densidade da NP He 2-108. Nos mapas à esquerda, são mostrados as densidades obtidas através da Equação 1.3 e mapas de [S II], com os mapas de magnificação 1 : 1 acima e 2 : 1 abaixo. À direita, são mostrados as densidades obtidas com o PyNeb, pelos mapas de [S II] acima e [Cl III] abaixo. A escala lateral é dada em  $\text{cm}^{-3}$ .

Para o mapa na primeira linha à esquerda da Figura 3.17, a densidade assume valores entre  $1500 \text{ cm}^{-3}$  e  $3000 \text{ cm}^{-3}$  em quase toda a extensão da NP, com exceção de alguns pontos de maior densidade no centro, próxima a  $4000 \text{ cm}^{-3}$ . Esse intervalo é coerente ao encontrado a partir do cálculo feito com a magnificação 2 : 1, mostrado na segunda linha, à esquerda, com exceção da região central onde não há pontos com sinal-ruído suficiente para detecção positiva das linhas. No mapa, foi aplicada uma máscara para exclusão de pontos com sinal-ruído menor que três, o que excluiu uma parte da região central da NP. O restante visível no mapa apresenta densidades com variações de  $1000 \text{ cm}^{-3}$  e  $3000 \text{ cm}^{-3}$ .

No mapa da primeira linha à direita, a maioria dos valores de densidade estão entre  $\sim 800 \text{ cm}^{-3}$  e  $\sim 2000 \text{ cm}^{-3}$ , com exceção do centro, onde a densidade chega a  $\sim 3000 \text{ cm}^{-3}$ . Ao Leste da NP há uma região com densidade, em média, maior que da região Oeste.

Para comparação, o resultado de densidade obtido através do espectro integrado do cubo com magnificação 1 : 1 foi de  $1530 \pm 160 \text{ cm}^{-3}$ . Com as linhas de [S II], Górný (2014) encontrou os limites superior e inferior de densidade como 1060 e  $745 \text{ cm}^{-3}$ . No trabalho de Górný (2014), a fenda foi colocada na direção Leste-Oeste da NP passando pela estrela central.

O mapa de densidade inferido da razão de linhas de [Cl III]  $\lambda 5517$  e  $\lambda 5537$  com a ferramenta *diags.getCrossTemDen* do PyNeb é mostrado na segunda linha à esquerda da Fig. 3.17. Por causa do baixo fluxo das linhas, esse mapa possui menos pontos com boa razão sinal-ruído. A densidade varia entre  $\sim 700 \text{ cm}^{-3}$  e  $\sim 5000 \text{ cm}^{-3}$  na região Leste, com pontos com  $\sim 8000 \text{ cm}^{-3}$ , dependendo da região da NP. Esse intervalo compreende o valor obtido através do espectro integrado, de  $870 \pm 371 \text{ cm}^{-3}$ . A parte Leste da NP apresenta menor densidade nesse mapa e a região inferior tem densidades maiores. Uma pequena região da NP com dados acima a Oeste tem baixa densidade como a região Leste.

Comparando as densidades obtidas pelas diferentes razões de linhas da Figura 3.17, encontra-se que  $N_e([\text{Cl III}]) < N_e([\text{S II}])$  na região esquerda da nebulosa e, na parte inferior da NP,  $N_e([\text{Cl III}]) > N_e([\text{S II}])$ . A comparação entre esses dois mapas mostra uma diferença de estrutura de densidade entre eles. A densidade de [S II], além do centro mais denso, tem um anel ao redor do centro no qual o lado Leste tem maior densidade. No mapa de densidade de [Cl III], a região mais densa está na parte inferior da NP e o lado Leste tem menor densidade.

Como as linhas de  $\text{Cl}^{++}$  utilizadas têm baixos fluxo e sinal-ruído nos nossos dados, o mapa de densidade obtido pelas linhas de [Cl III] não está completo. É necessária uma observação com maior exposição para que o SN seja maior e o mapa de densidade tenha mais pontos confiáveis. Assim, poderemos verificar se o centro da NP possui maior densidade que o entorno ou se há reais estruturas de densidade.

A Figura 3.18 mostra a temperatura eletrônica do gás ( $T_e$ ) da NP He 2-108. Os dois mapas mostrados foram obtidos através da ferramenta *diags.getCrossTemDen* do PyNeb, que calcula a temperatura a partir da razão de linhas de [N II] de forma interativa com a densidade. O mapa à esquerda mostra  $T_e$  obtida pela densidade de linhas do [S II]

$\lambda\lambda 6716,6732$ , enquanto o mapa à direita mostra  $T_e$  obtida pela densidade de linhas do [Cl III]  $\lambda\lambda 5517, 5537$ . Como a intensidade das linhas de [Cl III] é baixa em relação ao ruído nos dados deste trabalho, algumas regiões da NP não contêm informação da densidade dessa linha, como visto na Figura 3.17, o que é refletido no mapa de temperatura.

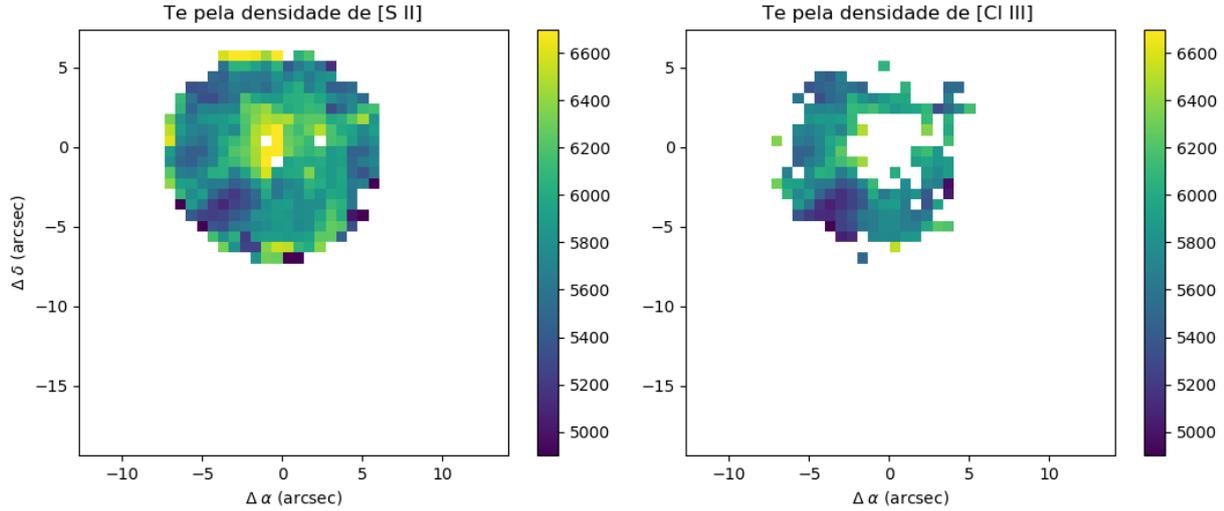


Figura 3.18: Temperatura da NP He 2-108 obtida a partir dos mapas de [N II] em iteração com o mapa de densidade mostrado na Figura 3.17, com o PyNeb.

A temperatura obtida pela densidade de [S II] varia entre  $\sim 5200$  K a  $\sim 7000$  K, em que a maior temperatura é vista na região central da NP. É importante destacar que a linha de [N II]  $\lambda 5755$  pode ter contribuição da linha de recombinação. O valor obtido por Pottasch et al. (2011) com as linhas de [O III]  $\lambda 5007$  e  $\lambda 4363$  foi maior, de  $T_e = 9500$  K.

É visto que, no mapa à direita, a variação de temperatura obtida pela densidade de [Cl III] não foi obtida na região central, mas a região restante é semelhante à obtida através da densidade de [S II]. Além do mesmo intervalo de  $T_e$ , ambos os mapas da Figura 3.18 mostram uma estrutura de menor temperatura na parte inferior esquerda da NP, com  $\sim 5400$  K.

A temperatura calculada para o espectro integrado através da razão de linhas de [N II]  $(\lambda 6548 + \lambda 6584) / \lambda 5755$  é de  $7860 \pm 80$ . Se comparada ao intervalo de temperatura da Figura 3.18, o valor obtido para o espectro integrado é um pouco maior que o valor máximo visto no mapa, cuja temperatura varia entre  $\sim 5500$  K e  $\sim 7000$  K. Górný (2014) obteve os limites superior e inferior de 8463 K e 7592 K, respectivamente, para a temperatura obtida pela razão de linhas mencionada, que está de acordo com o valor mostrado para o espectro integrado. Como a fenda utilizada por ele para obter o espectro estava posicionada na

direção Leste-Oeste, é possível que não tenha a contribuição da região inferior de menor temperatura, o que pode explicar parcialmente os valores maiores de  $T_e$  encontrados por ele.

### 3.2.4 Cinemática

A Figura 3.19 mostra a distribuição espacial de velocidades da NP He 2-108 para alguns íons com magnificação 1 : 1. Em todos os mapas foi aplicada a máscara de céu.

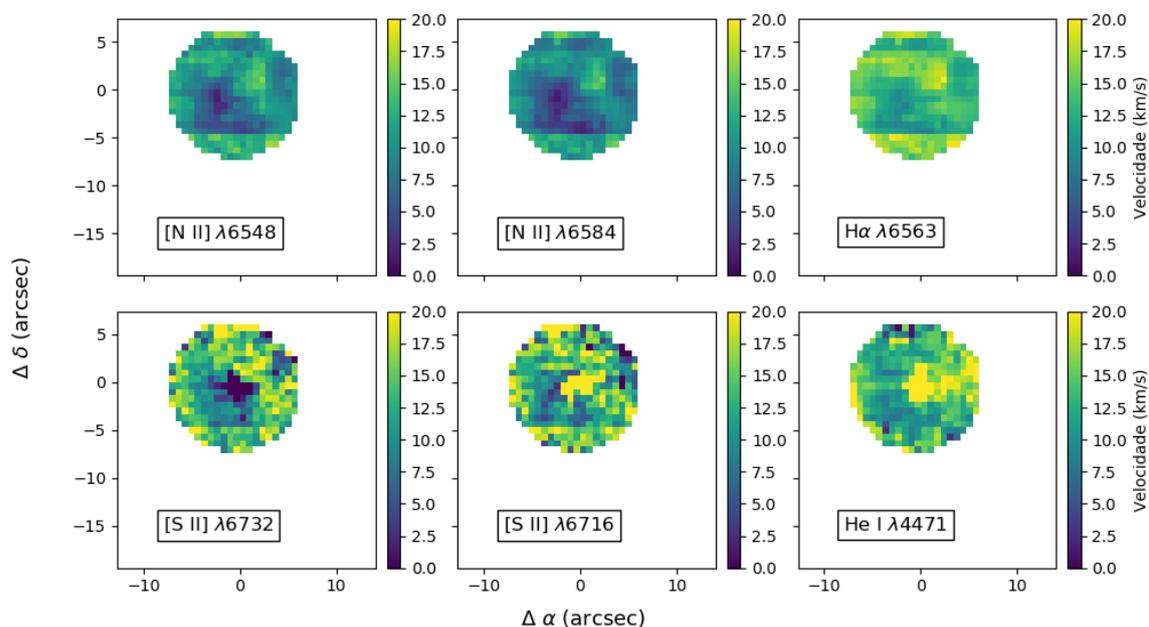


Figura 3.19: Mapas de velocidade interna do gás da NP He 2-108. Os eixos são dados em segundos de arco e a escala lateral é dada em quilômetros por segundo.

Para a linha de [N II]  $\lambda 6548$ , a incerteza de velocidade é de  $\sim 28$  km/s. Para a linha de [S II]  $\lambda 6716$ , a resolução é de  $\sim 27$  km/s. As incertezas de velocidade calculadas para as linhas de [S II]  $\lambda 6732$ , H $\alpha$   $\lambda 6563$  e He I  $\lambda 4471$  foram próximas a 27 km/s, 28 km/s e 36 km/s, respectivamente.

Com os mapas mostrados na Figura 3.19, pôde-se perceber que a NP He 2-108 pode ter uma estrutura complexa de velocidades internas. São vistas estruturas de velocidade opostas entre as regiões nordeste e sudoeste nos mapas de [N II] e H $\alpha$ , mas, como os mapas estão no limite de resolução, não é possível concluir sobre os valores dessa grandeza para essa NP. Nos mapas de [S II] e He I, há uma estrutura com velocidades opostas entre o centro da NP e o entorno, com velocidades mais altas na região nordeste da NP. Para esses

mapas, a razão sinal-ruído é baixa no centro da NP, de forma que a máscara eliminou alguns pixels dessa região.

Um estudo com melhor resolução espectral pode fornecer valores para as estruturas de velocidade do gás, que proporcionariam informações acerca da disposição tridimensional da NP. Como visto no decorrer deste capítulo, além das estruturas de velocidade, outros vínculos observacionais podem ser determinados com melhor resolução dos dados, como estruturas de densidade e temperatura.

Neste trabalho foi dado o passo inicial para a determinação do aspecto 3D da NP He 2-108 a partir da exploração de mapas espacialmente resolvidos e espectro de média resolução. A determinação mais precisa dos parâmetros aqui estudados são uma justificativa para o estudo aprofundado desta NP com dados de alta resolução e modelos de fotoionização. O entendimento de estrutura de NPs pode ajudar a aprimorar o que se conhece de evolução estelar e, mais especificamente, evolução entre a fase pós-AGB e a fase pré-anã branca de estrelas de massa baixa e intermediária. Em particular, a NP He 2-108 faz parte de objetos candidatos a serem o vínculo entre essas duas fases, como discutido em [Parthasarathy et al. \(1998\)](#).

Com os dados de IFU estudados neste trabalho foram observadas características da NP He 2-108 que não seriam possíveis de observar com espectroscopia de fenda. Essas características são primeiramente reportadas aqui e, mesmo com resolução limitada, esperamos que contribuam com informações que instiguem futuras pesquisas sobre essa NP.

## Primeiros resultados para as nebulosas He 2-117, He 2-434 e IC 4191

Dada a riqueza de informação proporcionada pela espectroscopia de campo integral, como mostrado no estudo de He 2-108 no capítulo anterior, decidimos investigar de forma similar outros três objetos para os quais não há estudos com este método. As NPs selecionadas, He 2-117, He 2-434 e IC 4191, exibem morfologias distintas com relação à da He 2-108. Além disso, apresentam estruturas que se destacam em certos comprimentos de onda, como será visto no decorrer deste capítulo. As informações contidas neste capítulo são, até o presente momento, as primeiras de espectroscopia 3D reportadas para estas NPs. Para esses objetos, foram bem identificadas várias linhas de emissão que serão analisadas detalhadamente em um trabalho futuro. Apresentamos o espectro integrado e os mapas de emissão, assim com uma análise preliminar desses resultados.

### 4.1 He 2-117

#### 4.1.1 Análise do espectro integrado

A Figura 4.1 mostra o espectro integrado da NP He 2-117 com algumas linhas intensas nomeadas. O espectro inclui informação da região ionizada inteira. São vistas linhas intensas de  $H\alpha$ ,  $[N II] \lambda 6548$  e  $\lambda 6584$ ,  $[O III] \lambda 5007$  e  $\lambda 4959$  e  $[Ar III] \lambda 7135$ , como em um típico espectro de NP. Foram identificadas também linhas de íons de hidrogênio, hélio, carbono, nitrogênio, enxofre, oxigênio, cloro e argônio. Estas podem ser identificadas nas Figuras 4.2 e 4.3, onde são mostrados em maior detalhe o espectro integrado da NP e o ajuste feito com o código ALFA.

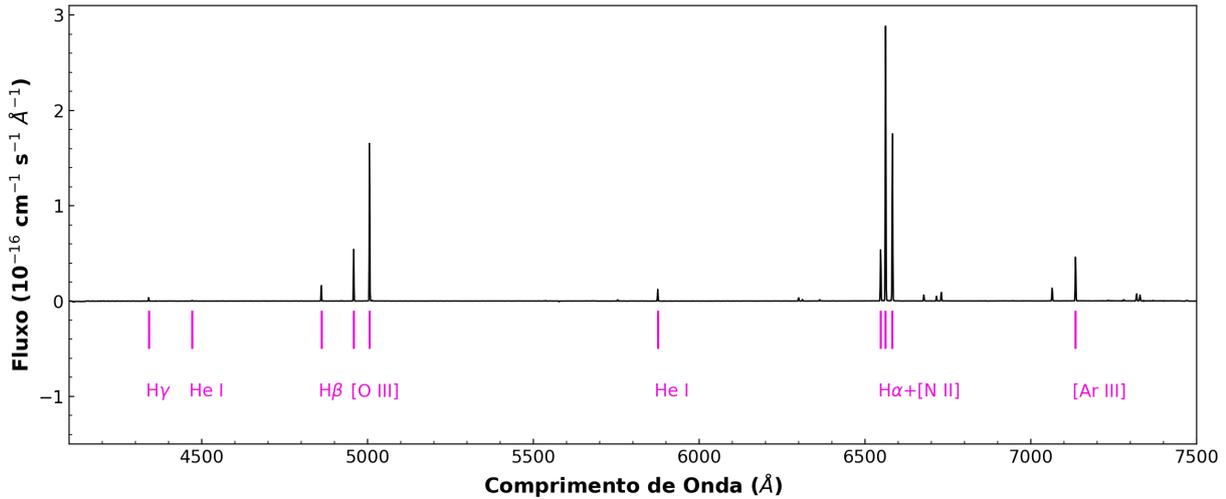


Figura 4.1: Espectro integrado da NP He 2-117. Algumas linhas de emissão importantes são nomeadas.

Essa NP apresenta linhas de três estágios de ionização do oxigênio: [O I]  $\lambda$ 6300, 6363, O I  $\lambda$ 7254, linhas intensas de [O II]  $\lambda\lambda$ 7320, 7330 e de [O III]  $\lambda\lambda$ 4363, 4959, 5007. Na Figura 4.2, também são vistas linhas de He I em  $\lambda$ 4471,  $\lambda$ 4712,  $\lambda$ 4921, [Cl III]  $\lambda$ 5518, 5538, além de linhas de recombinação de C II e N II.

Górný (2014) identificou uma linha de emissão de C IV  $\lambda$ 5801 alargada no espectro da NP He 2-117. Em nosso espectro, detectamos esta linha quase ao nível do ruído. Por conta desta detecção e da ausência da linha de C III  $\lambda$ 5695, Górný (2014) classificou a estrela central de He 2-117 como [WC5-6], um tipo intermediário de [WR]. No nosso espectro também não é visível a linha de de C III  $\lambda$ 5695.

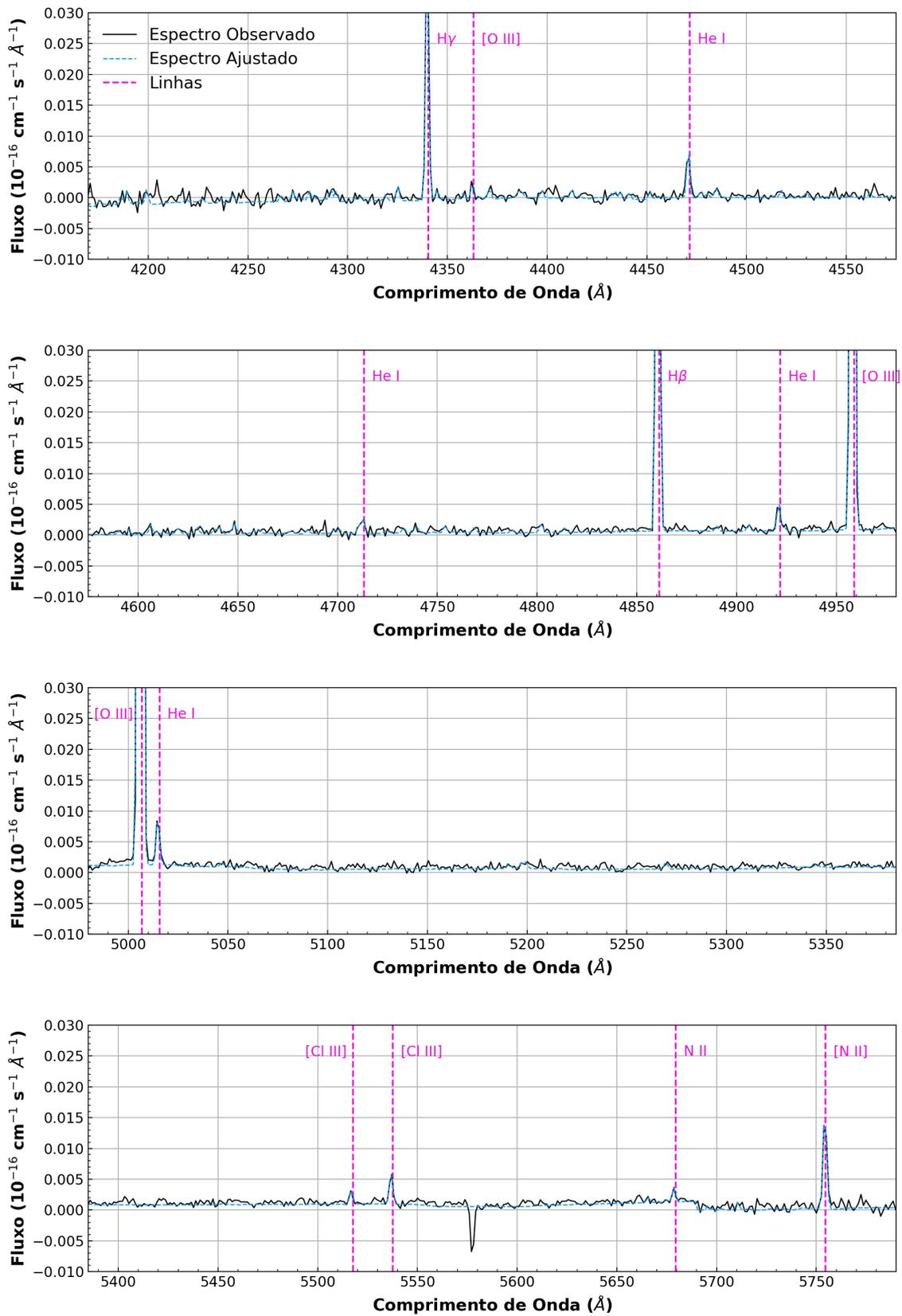


Figura 4.2: Comparação do espectro da NP He 2-117 (curva preta) na região azul com o ajuste feito com o código ALFA (azul). As linhas de emissão nebulare identificadas são indicadas (linhas tracejadas com o íon responsável nomeado).

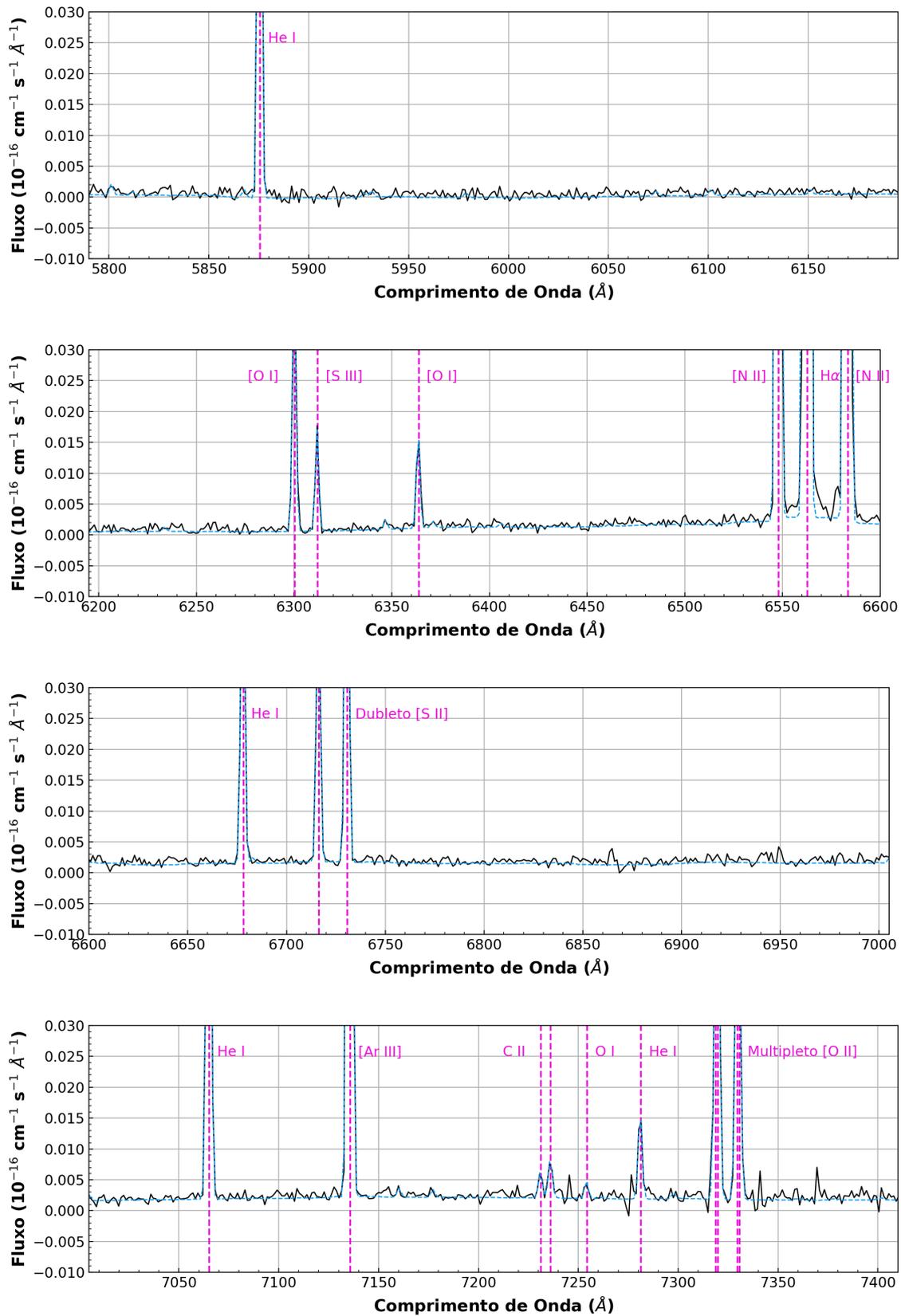


Figura 4.3: Idem à Figura 3.2, para a região vermelha do espectro.

### 4.1.2 Análise espacialmente resolvida

Os mapas de fluxo da NP He 2-117 são mostrados na Figura 4.4. São mostradas linhas  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$ ,  $[S II] \lambda 6716$ ,  $[S III] \lambda 6312$ ,  $[N II] \lambda 6548$ ,  $[O I] \lambda 6363$ ,  $[O II] \lambda 7320$ ,  $[O III] \lambda 4959$ ,  $C II \lambda 7231$ ,  $C IV \lambda 5801$  e  $Si II \lambda 6347$ .

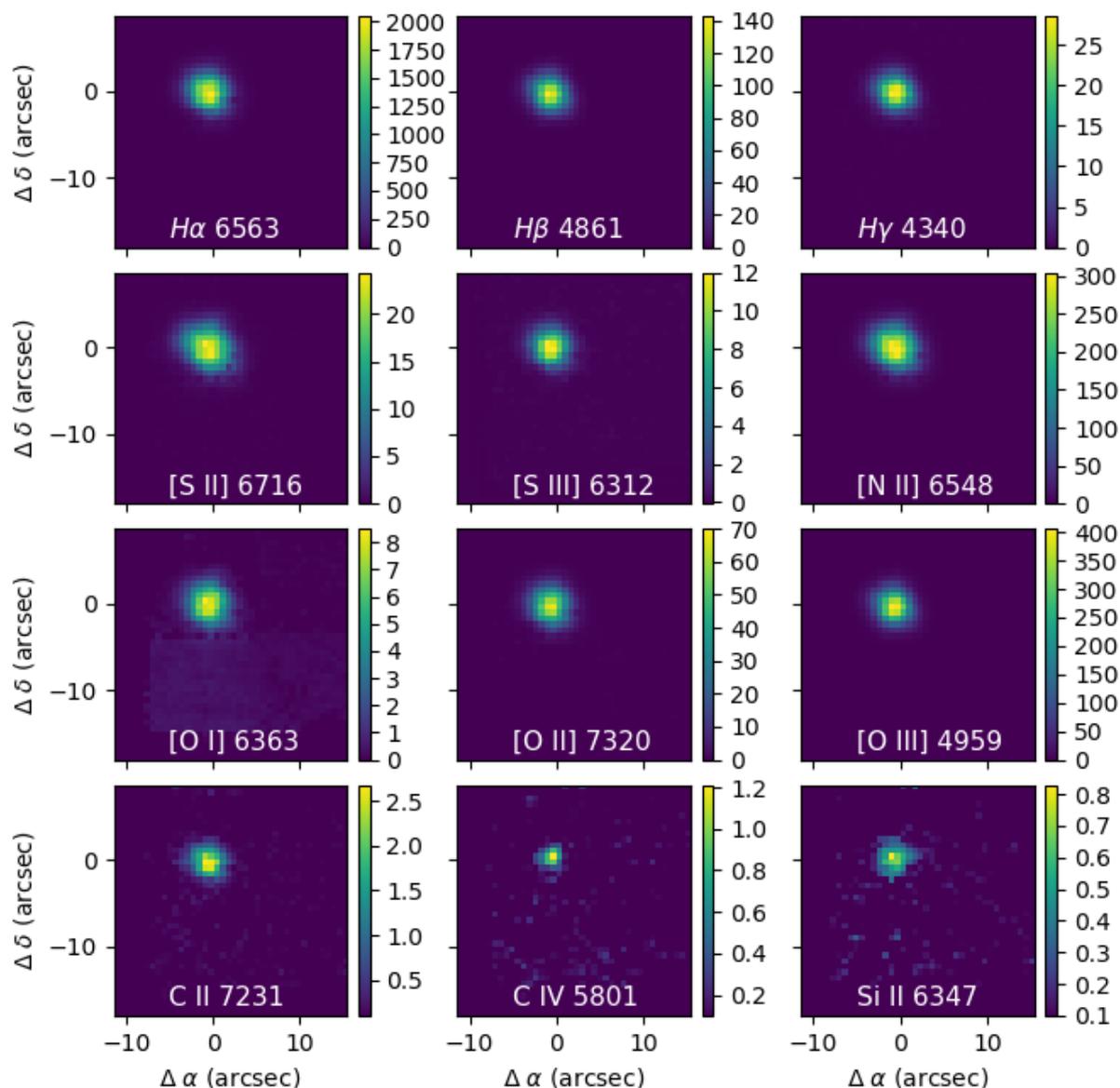


Figura 4.4: Mapas de fluxo das linhas de emissão da NP He 2-117, com Norte para cima e Leste para esquerda. Os eixos são dados em segundos de arco e a escala lateral é dada em  $10^{-16} \text{ ergs cm}^{-1} \text{ s}^{-1}$ .

Nossos dados não permitem ver muitos detalhes da estrutura de He 2-117. Nos mapas, vemos somente uma estrutura principal, com formato circular ou elíptico, dependendo da linha observada. As linhas de H I e O apresentam fluxo de estrutura aparentemente circular. Os fluxos das linhas de S e N apresentam uma estrutura levemente alongada, também observada por Schwarz et al. (1992) com imageamento de  $H\alpha$ . É interessante

notar que o fluxo de C IV  $\lambda 5801$  é restrito a uma região central da NP, com menos de  $5''$  de diâmetro. Essa emissão é mais compacta que a das demais linhas mostradas. Isso pode indicar que se trata de emissão estelar. As linhas de C II  $\lambda 7231$ , C IV  $\lambda 5801$  e Si II  $\lambda 6347$  estão concentradas na região mais interna, próximo à estrela central.

A partir dos fluxos espacialmente resolvidos das linhas de H $\alpha$  e H $\beta$ , foi calculado o mapa de extinção  $c(\text{H}\beta)$  para a NP He 2-117, que é mostrado na Figura 4.5. Os valores de coeficiente de extinção variam entre 1.5 e 3.0, mas grande parte da NP assume valores de  $c(\text{H}\beta) \sim 2.4$ , principalmente na região central. Costa et al. (1996) encontraram para esta NP o valor de  $c(\text{H}\beta) = 3.63$ .

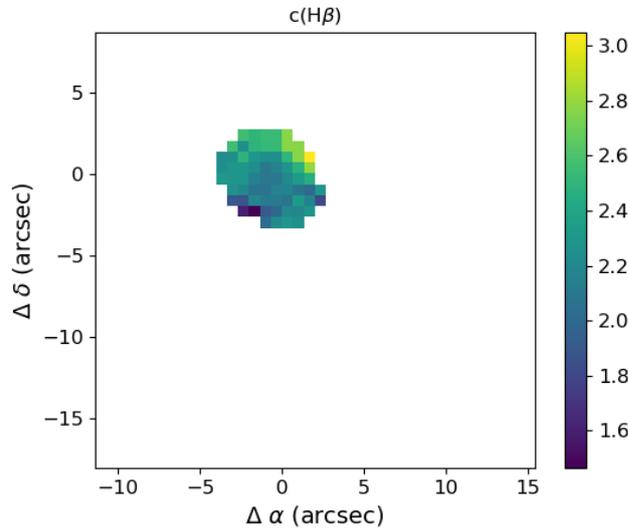


Figura 4.5: Mapa de densidade obtido pela razão de linhas do [S II]  $\lambda 6716$  e  $\lambda 6732$  da NP He 2-117.

A Figura 4.6 mostra a razão de linhas de [S II]  $\lambda 6716$  e  $\lambda 6732$  e a densidade eletrônica da NP He 2-117, obtida a partir da razão de linhas. É perceptível a estrutura não circular de densidade desse íon, com forma levemente alongada. A razão de linhas assume valores próximos a 0.47, que resulta em valores de densidade altos. A região central, com  $\sim 14000 \text{ cm}^{-3}$ , apresenta maior densidade que a região externa, que tem  $\sim 8000 \text{ cm}^{-3}$ . de Freitas Pacheco et al. (1992) encontraram a densidade de  $18000 \text{ cm}^{-3}$  para esta NP. Costa et al. (1996) encontraram a razão de linhas  $\lambda 6716/\lambda 6732 = 0.45$ , resultando em uma densidade de  $25120 \text{ cm}^{-3}$ .

É importante relembrar que a razão de linhas não é eficiente para obter os parâmetros físicos fora do intervalo de  $10^2 < n_e < 10^4 \text{ cm}^{-3}$ . A NP He 2-117 tem densidade que está quase no limite mencionado anteriormente, portanto a análise dos parâmetros obtidos

através das razões de linhas devem ser feitas com cautela.

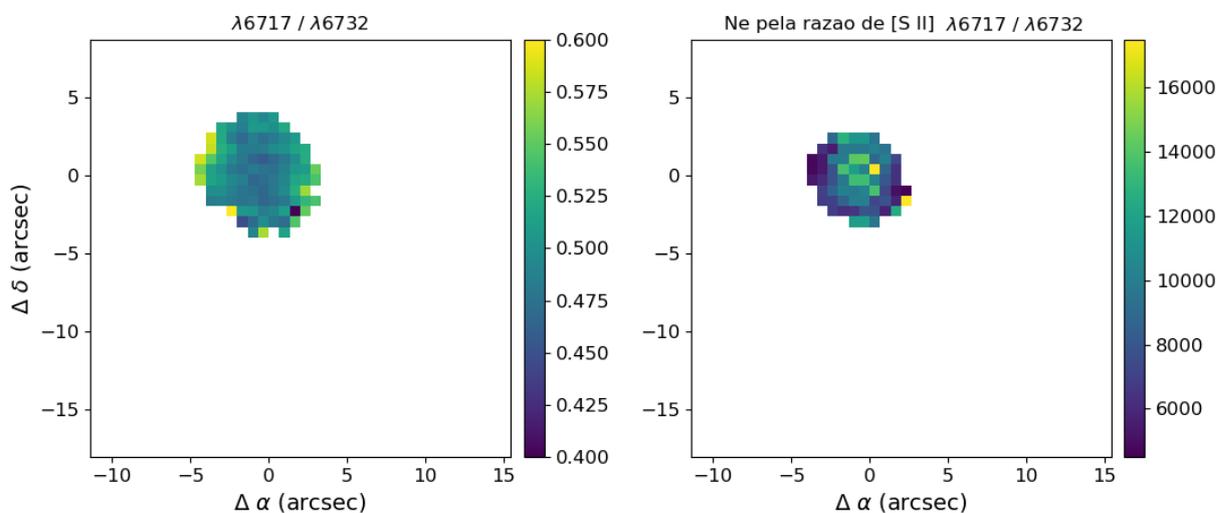


Figura 4.6: Razão de linhas de [S II]  $\lambda 6716$  e  $\lambda 6732$  e mapa de densidade da NP He 2-117. A escala lateral da densidade é dada em  $\text{cm}^{-3}$ .

A Figura 4.7 mostra a distribuição de temperatura eletrônica do gás da NP He 2-117, obtida a partir das linhas de [N II] de forma iterativa com a densidade da Figura 4.6. É vista uma variação na temperatura, com valores maiores nas partes central e superior da NP. Em grande parte da NP a temperatura fica em torno de 7500 K. O valor encontrado por de Freitas Pacheco et al. (1992) por esta mesma razão de linhas de [N II] foi de 9270 K.

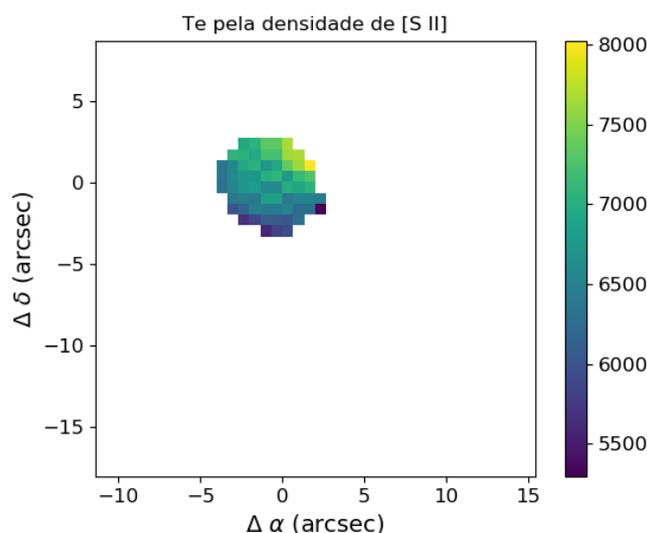


Figura 4.7: Mapa de temperatura da NP He 2-117 obtido de forma iterativa entre o mapa de [N II] e a densidade da Figura 4.6. A escala lateral é dada em K.

## 4.2 He 2-434

### 4.2.1 Análise do espectro integrado

A Figura 4.8 mostra o espectro integrado da NP He 2-434. São bem evidentes as linhas intensas de  $H\beta$   $\lambda 4861$ ,  $[O III]$   $\lambda 4959, \lambda 5007$  e  $H\alpha$   $\lambda 6563$ . A linha de  $[O III]$   $\lambda 5007$ , por ser muito brilhante nessa NP, está infelizmente saturada em nossos dados. O espectro a partir do  $\lambda 5600$  foi obtido do cubo do vermelho.

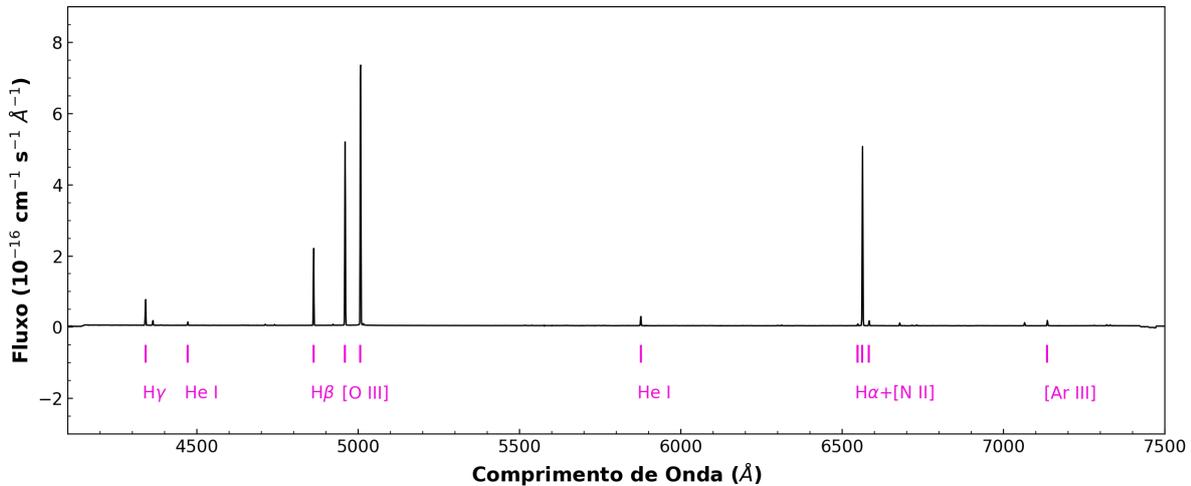


Figura 4.8: Espectro integrado da NP He 2-434 obtido com o ALFA. As mais intensas linhas de emissão são nomeadas.

Nas Figuras 4.9 e 4.10 são mostrados os detalhes do espectro integrado da NP He 2-434 com o ajuste feito com o ALFA. As linhas mais intensas do espectro estão bem ajustadas e são identificadas nas figuras. São vistas linhas de emissão de O, H, He, Ar, Fe, Cl, S, N e Ne. O resíduo do ajuste é mostrado na Figura 4.11. Os mapas de fluxos dessas linhas são mostrados nas Figuras 4.12 e 4.13. A partir do comprimento de onda  $\lambda 5600 \text{ \AA}$  são mostrados os dados do cubo da região vermelha. Para esse cubo o ruído é maior que no cubo do azul. São vistos nas Figuras 4.9 e 4.10 alguns resquícios da subtração de céu dessa NP, como nos comprimentos de onda  $\lambda 5575$  e  $\lambda 6300$ , mas eles não interferem na análise do espectro. Nota-se um alargamento na base das linhas de  $[O III]$   $\lambda \lambda 4959, 5007$ . Esse alargamento também é visto na NP He 2-108, no capítulo anterior, onde é feita uma análise mais detalhada. Bases alargadas foram detectadas por Arrieta e Torres-Peimbert (2003) em algumas NPs, para a maioria das quais determinaram espalhamento Raman como melhor explicação.

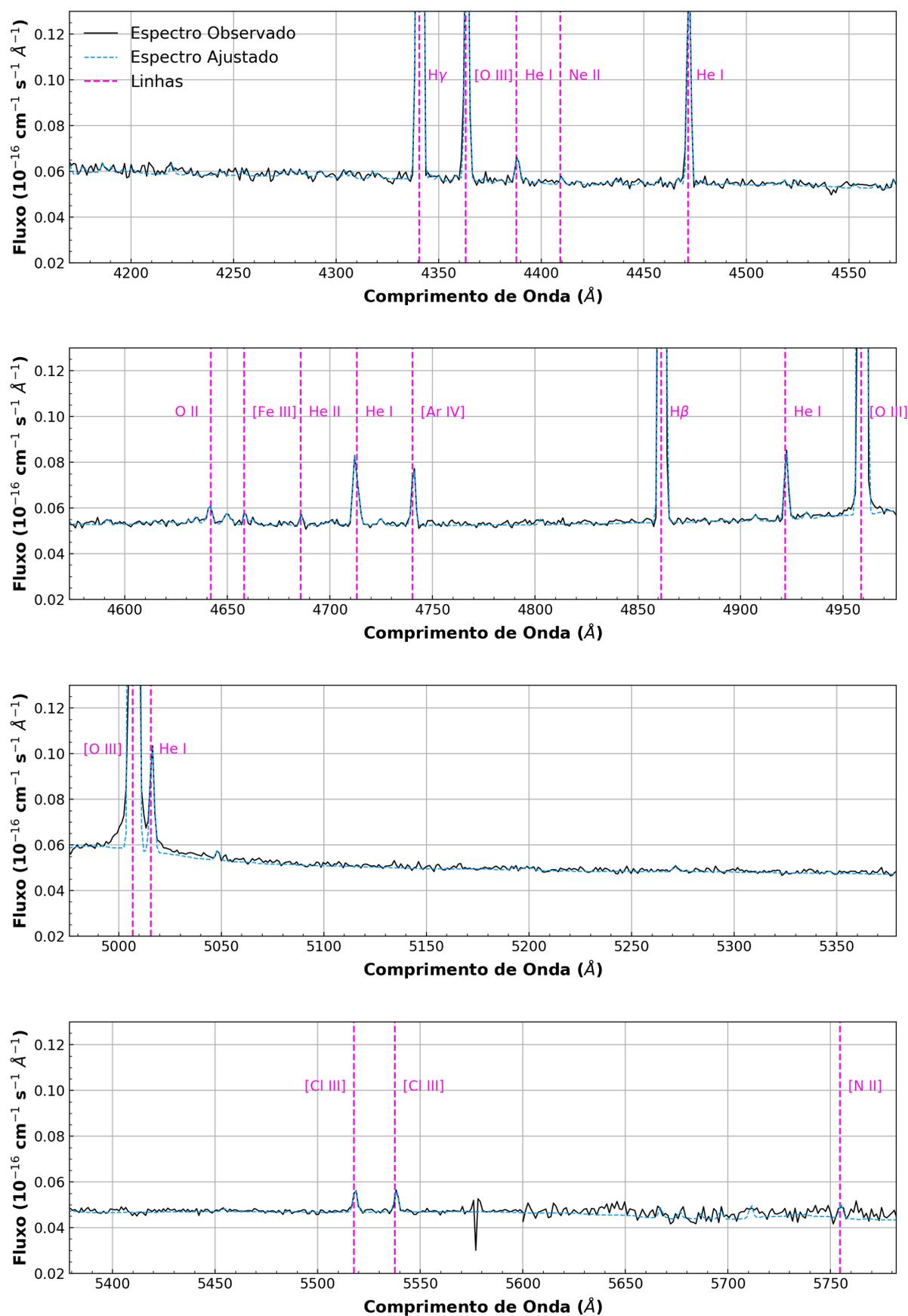


Figura 4.9: Ajuste das linhas de emissão feito com o ALFA no espectro da NP He 2-434. São mostrados o espectro observado (preto) e o ajuste (azul tracejado). As principais linhas de emissão são nomeadas.

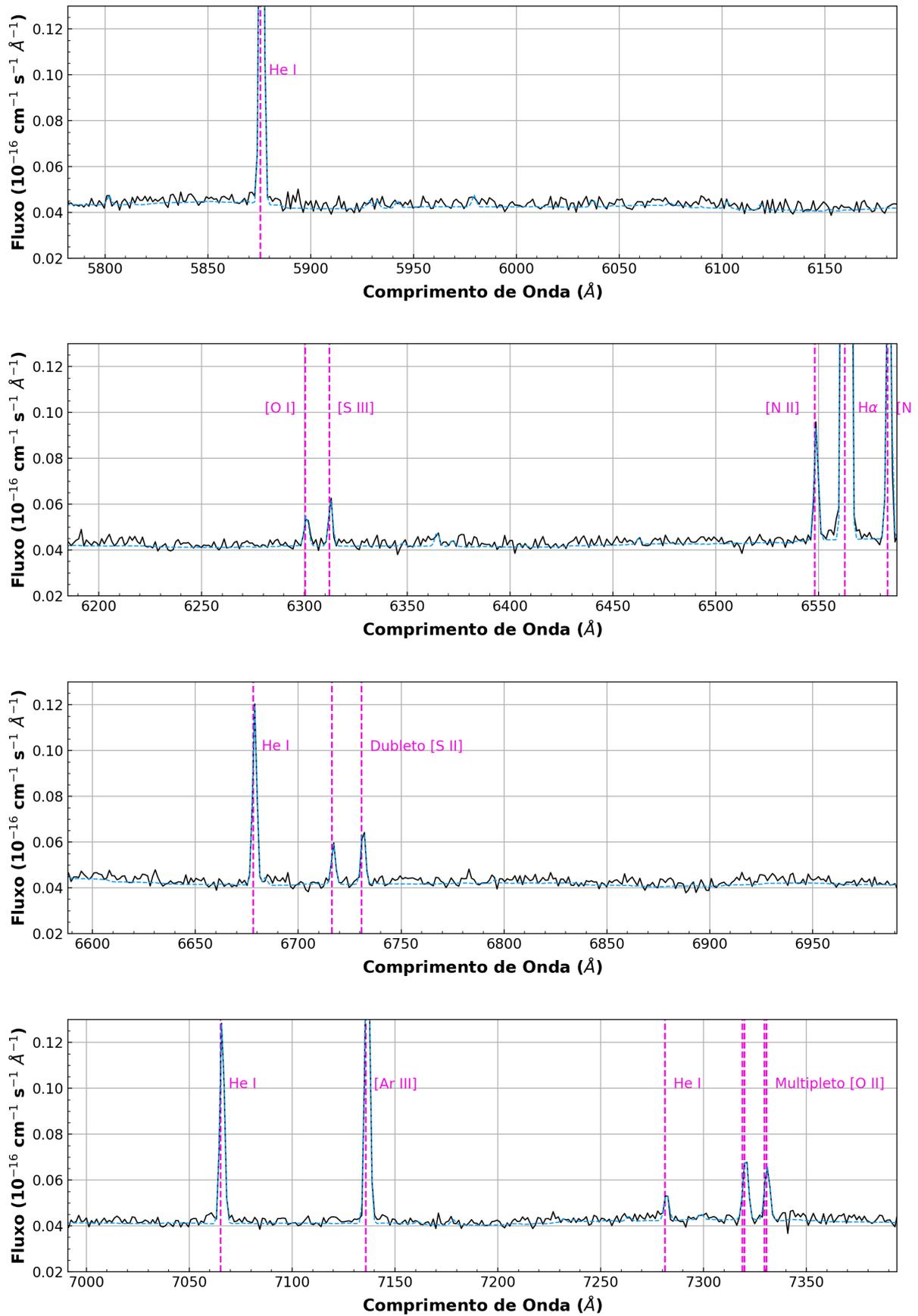


Figura 4.10: Ajuste do ALFA para a NP He 2-434, como na Figura 3.2.

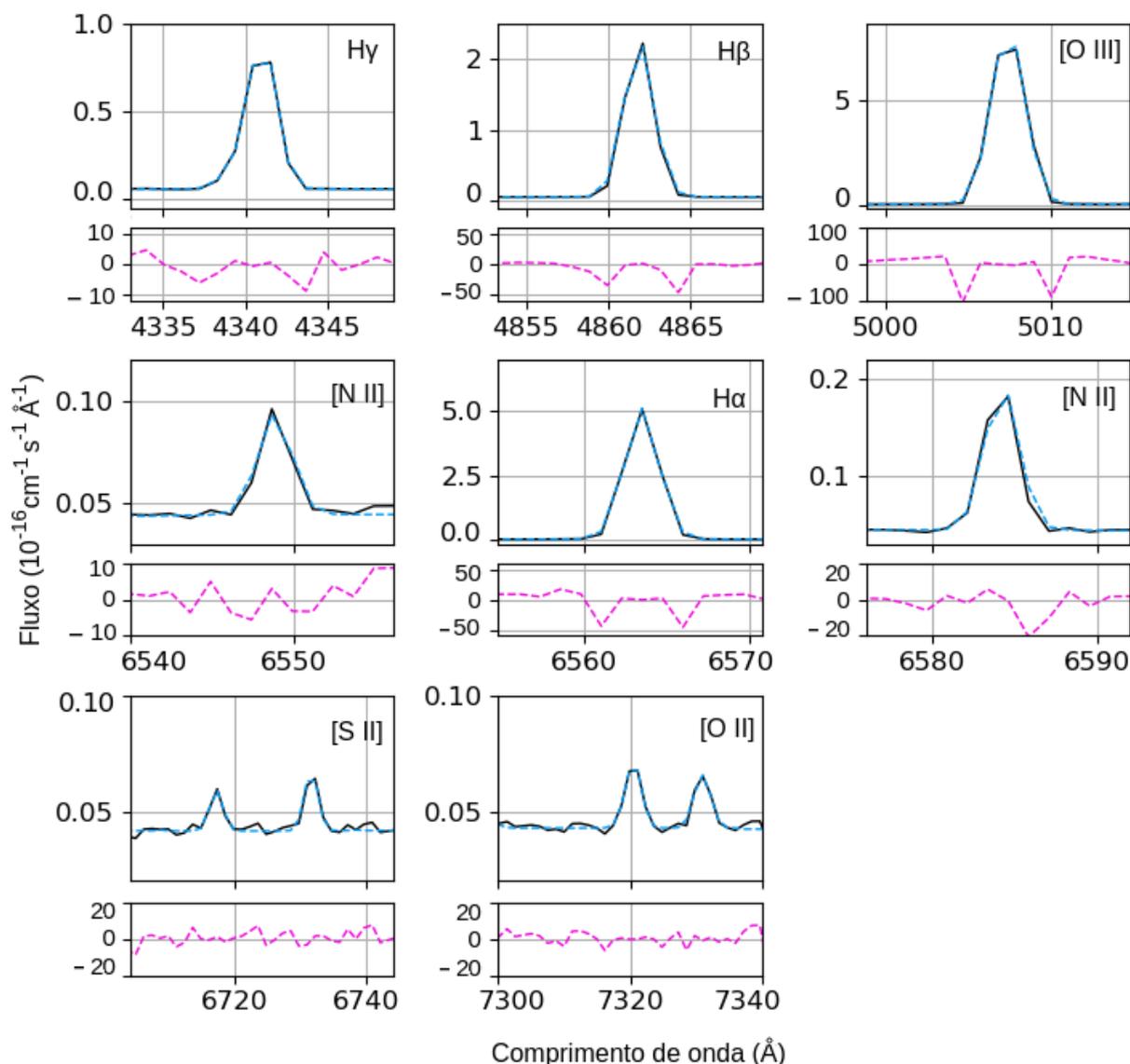


Figura 4.11: Aproximação das linhas de emissão da NP He 2-434 com o ajuste feito com o ALFA (azul). Para cada quadro é mostrado o resíduo percentual (magenta) abaixo. Em ordem de leitura:  $H\gamma$ ,  $H\beta$ , [O III], [N II],  $H\alpha$ , [N II], dupletto de [S II] e multipletto de [O II].

A Figura 4.11 mostra em detalhe algumas linhas de emissão da NP He 2-434 com o ajuste feito com o ALFA. Os resíduos percentuais mostram que o centro das linhas é bem ajustado, com resíduos quase nulos. Os maiores valores são referentes às asas das linhas, como no quadro de [O III]. Mesmo as linhas mais fracas, como as de [N II] e [S II], estão bem ajustadas.

#### 4.2.2 Análise espacialmente resolvida

Estudos anteriores mostraram que a NP He 2-434 apresenta estruturas morfológicas diferentes quando observada em diferentes comprimentos de onda. Estruturas são obser-

vadas em imagens de linhas de íons de média/baixa ionização, mas não na emissão do gás mais ionizado. Schwarz et al. (1992) e Corradi et al. (1996) publicaram imagens destacando tais estruturas como parte de seus estudos de fotometria de NPs. Aqui, mostramos as primeiras observações com espectroscopia de campo integral.

As Figuras 4.12 e 4.13 mostram os mapas de fluxo das linhas espectrais da NP He 2-434. Essa NP apresenta diferentes estruturas dependendo da linha observada. As linhas de  $H\alpha$ ,  $H\beta$  e  $H\gamma$  apresentam forte estrutura circular no centro e extensões laterais mais fracas. As linhas de  $[N II]$   $\lambda 6548$  e  $\lambda 6584$  apresentam uma estrutura com clara simetria: são vistos dois nódulos simétricos com relação à estrela central, também observados com imageamento de banda estreita pelo trabalho de Schwarz et al. (1992). A linha de  $N III$   $\lambda 4634$  tem estrutura concentrada na região central da NP.

As linhas de  $Ne II$  e  $[Ne IV]$  estão muito próximas ao nível do ruído e não apresentam estrutura clara nos mapas da Figura 4.12 mas parecem estar na região central da NP. As linhas de  $[Ar III]$  e  $[Ar IV]$  têm disposições diferentes entre si. A primeira é semelhante à linha de  $H\alpha$  e a segunda está mais próxima ao centro da NP. Uma diferente estrutura é vista nos mapas de  $[Fe III]$ , nos quais os fluxos parecem ter uma região estendida quase verticalmente nos mapas.

Na Figura 4.13, os mapas de fluxo das linhas de  $[S II]$  apresentam nódulos simétricos, semelhante às linhas de  $[N II]$ . A linha de  $[S III]$  tem fluxo na região central além dos nódulos. O mapa de  $S II$ , apesar da fraca intensidade, aparenta ser concentrado na região central da NP. Os fluxos de  $[Cl III]$  são fortes no centro da NP, com emissão simétrica mais fraca. É interessante notar que as emissões de  $[O I]$  e  $[O II]$  têm disposição simétrica semelhante à de  $[S II]$ , mas com intensidade perceptível na região central. Na linha de  $[O III]$ , o fluxo central é mais intenso que na extensão lateral, como visto por Schwarz et al. (1992) e Corradi et al. (1996). Esse comportamento também é visto nos mapas de He I, enquanto o fluxo de He II parece menos estendido. As linhas de  $[Fe III]$   $\lambda 4658$  e  $\lambda 5270$  apresentam uma emissão na direção perpendicular à das demais linhas.

As estruturas apresentadas pelos mapas de  $[N II]$ ,  $[S II]$  e  $[O II]$  das Figuras 4.19 e 4.20 são radialmente simétricas e têm menos de cinco segundos de arco cada. Estruturas desse tipo são chamadas estruturas de baixa ionização (LIS, Gonçalves et al., 2000).

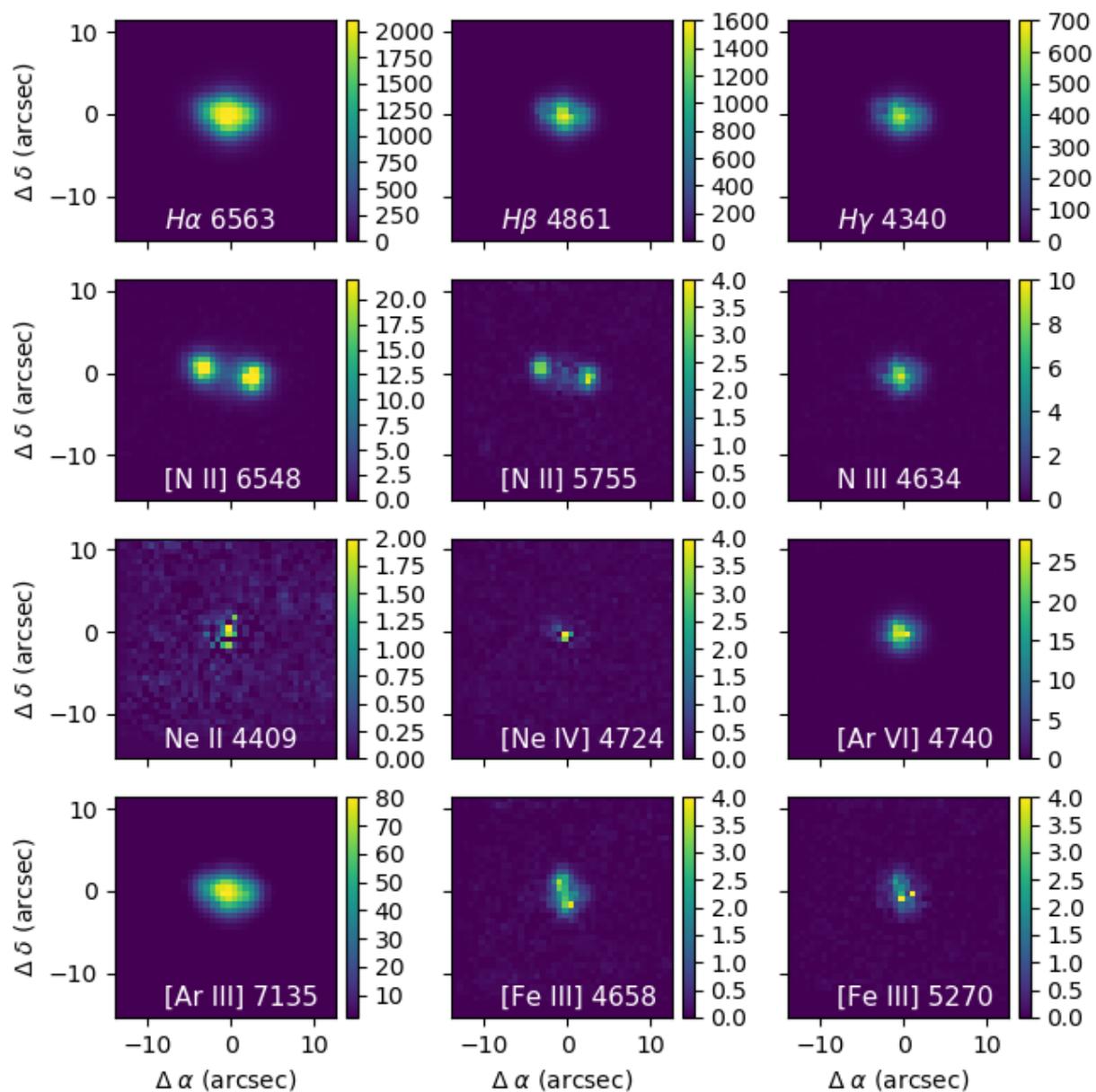


Figura 4.12: Mapas de fluxo das linhas de emissão da NP He 2-434. O Norte é orientado para cima e o Leste para a esquerda. Os eixos são dados em segundos de arco e a escala lateral é dada em  $10^{-16} \text{ergs cm}^{-1} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ .

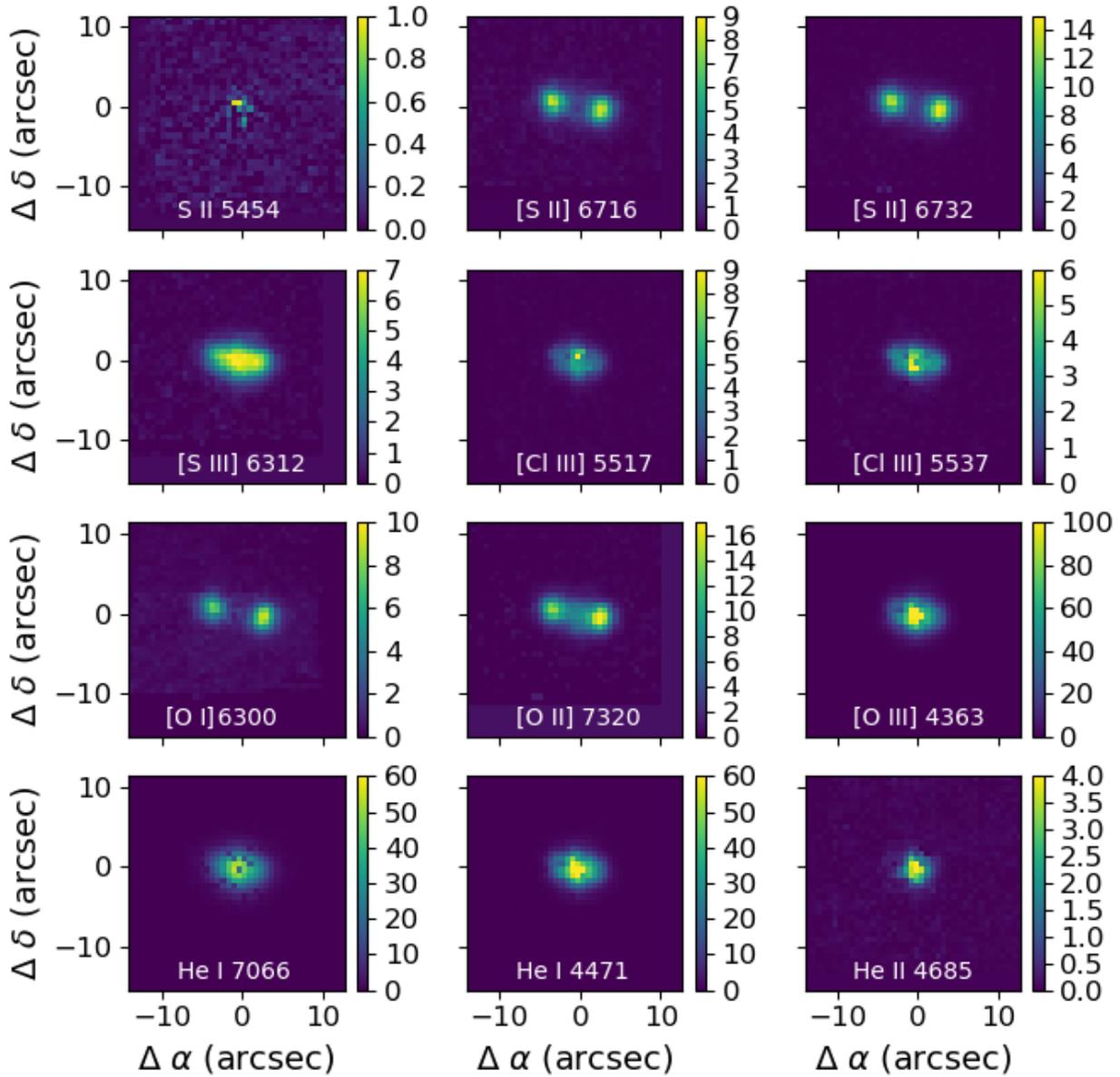


Figura 4.13: Mapas de fluxo das linhas de emissão da NP He 2-434, como na Figura 4.12.

A Figura 4.14, à esquerda, mostra a densidade eletrônica do gás obtida através dos mapas de [S II]  $\lambda 6716$  e  $\lambda 6731$ . À direita, é mostrado o mapa de densidade obtida através das linhas de [Cl III]  $\lambda 5517$  e  $\lambda 5537$ . Em ambos os mapas a densidade tem maior valor na região dos nódulos radialmente simétricos. No mapa da esquerda, são vistas densidades de  $\sim 4500 \text{ cm}^{-3}$  na região dos nódulos. Ao redor dessas estruturas, a densidade fica em torno de  $2000 \text{ cm}^{-3}$ .

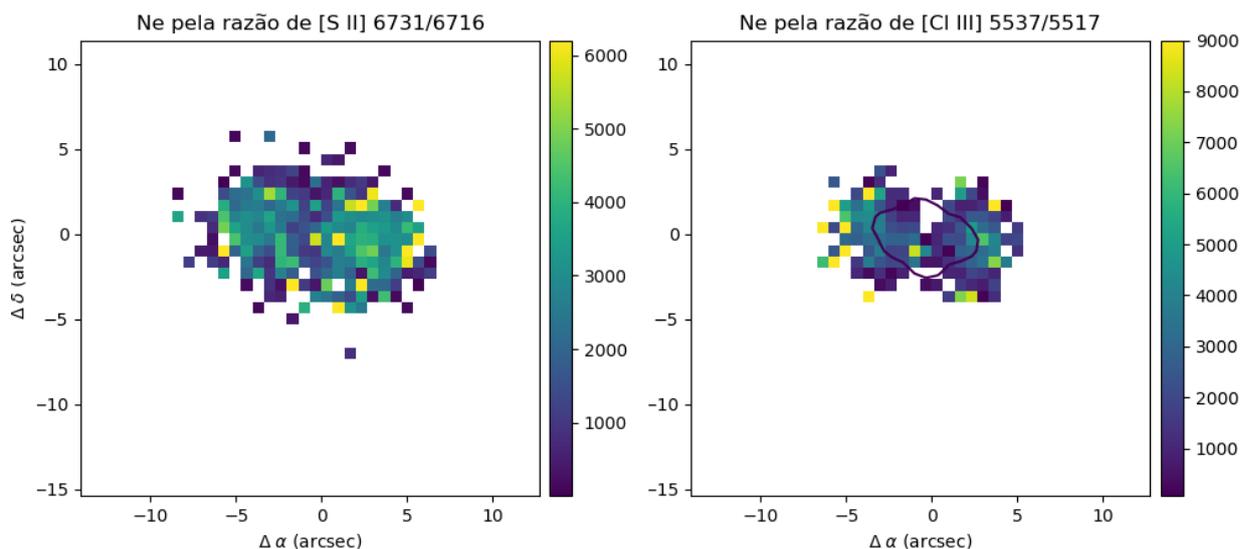


Figura 4.14: Mapas de densidade da NP He 2-434 obtidas a partir das linhas de [S II]  $\lambda 6716$  e  $\lambda 6732$  e [Cl III]  $\lambda 5517$  e  $\lambda 5537$ . A escala de cor é dada em  $\text{cm}^{-3}$ . A linha de contorno no mapa à direita é referente ao fluxo de  $\lambda 5517$ .

No mapa de densidade de [Cl III], à direita da Figura 4.14, é mostrado o contorno do fluxo da linha  $\lambda 5517$  para referência das regiões da NP. Na região dos nódulos radialmente simétricos a densidade chega a  $\sim 6000 \text{ cm}^{-3}$ . Na região central, a densidade é um pouco menor, com valores próximos a  $2000 \text{ cm}^{-3}$ .

A Figura 4.15 mostra as velocidades internas ponto a ponto da NP He 2-434. São mostrados os mapas das linhas de [N II]  $\lambda 6548$ , [S II]  $\lambda 6716$  e  $\lambda 6732$ , [O III]  $\lambda 4959$ ,  $\text{H}\alpha$  e He I  $\lambda 4471$ . Os contornos são referentes às respectivas linhas.

As resoluções para cada linha são, aproximadamente, 28 km/s para as linhas de [N II],  $\text{H}\alpha$  e ambas as de [S II] e 34 km/s para as linhas de [O III] e He I. Para as linhas de [N II] e [S II], mesmo no limite de resolução, é possível observar estruturas de velocidade interna do gás. Essas linhas apresentam blueshift na região esquerda da NP, em azul, e redshift na parte direita, em amarelo. O mesmo comportamento é observado no mapa de velocidade de [O III], também no limite de resolução ( $\sim 30 \text{ km/s}$ ), mas com clara estrutura.

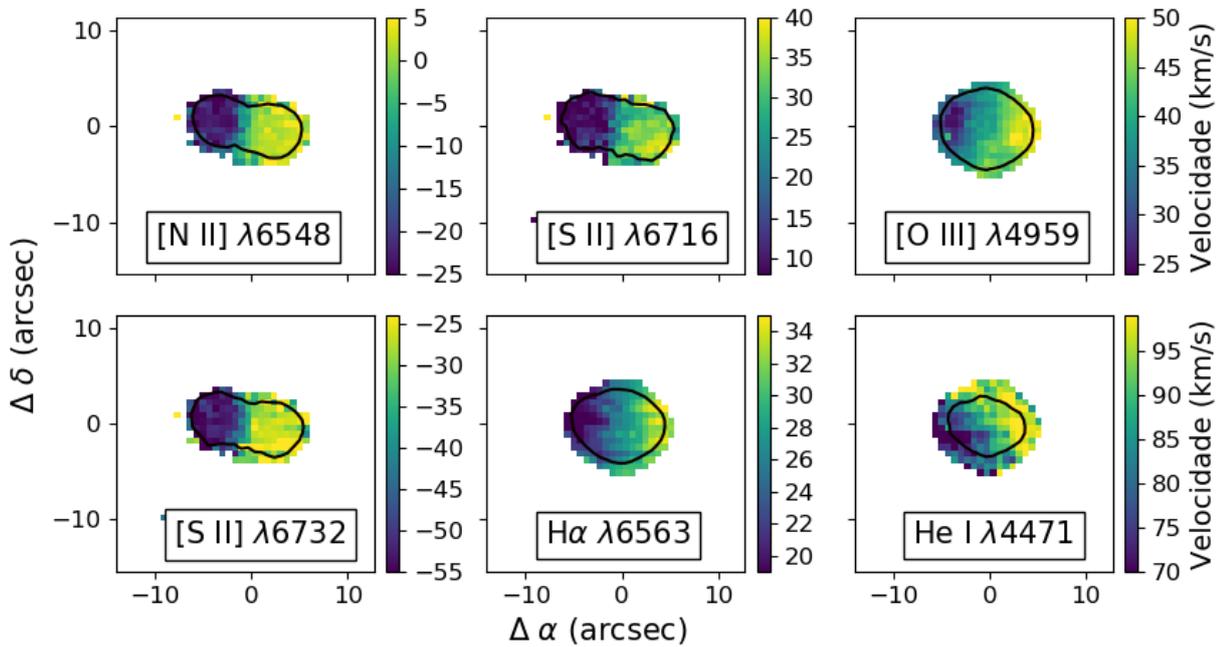


Figura 4.15: Mapas de velocidade da NP He 2-434. Os contornos são referentes a cada linha.

Com a comparação entre as velocidades da linha de baixa ionização [N II] e a de [O III] é vista uma diferença  $> 30$  km/s. Com esses valores de velocidade, as estruturas de baixa ionização vistas nesta NP podem ser classificadas como FLIERS (Balick et al., 1993). Essa disposição, com um lado em blueshift (Leste) e outro em redshift (Oeste), nos permite concluir que há uma rotação no gás da NP com relação ao eixo de visada.

Os mapas de velocidade de H $\alpha$  e He I não possuem resolução o suficiente para podermos determinar seus valores. Mesmo assim, no mapa de H $\alpha$  é vista a bipolaridade na grandeza mencionada, com blueshift à esquerda e redshift à direita. Já no mapa de He I, o eixo de simetria da estrutura bipolar de velocidade está inclinada com relação ao eixo de simetria do fluxo.

### 4.3 IC 4191

#### 4.3.1 Análise do espectro integrado

A Figura 4.16 mostra o espectro integrado da NP IC 4191 com as linhas mais intensas identificadas. As linhas mais fortes vistas no espectro são as de H $\alpha$ , [O III]  $\lambda 5007$  e  $\lambda 4959$ , [N II]  $\lambda 6584$  e H $\beta$ . Shaw e Kaler (1989) determinaram a  $T_{eff} = 105\,000$  K para a estrela central dessa NP. Essa alta temperatura faz com que sejam vistas várias linhas de emissão

intensas na NP, como as dos íons de He, Ar e O.

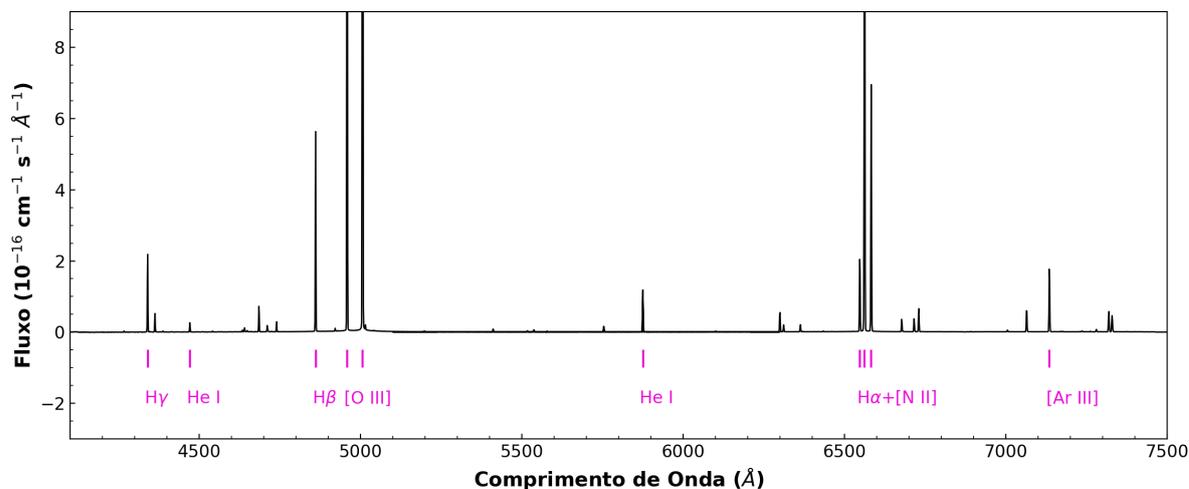


Figura 4.16: Espectro integrado da NP IC 4191. As mais intensas linhas de emissão são nomeadas.

Nas Figuras 4.17 e 4.18 mostram o espectro integrado da NP IC 4191 em detalhe. É mostrado o ajuste das linhas de emissão feito com o ALFA com identificação de algumas das mais intensas linhas. Foram identificadas linhas de Ar, C, Cl, S, He, H, O, Mg, Ne, N e K.

Estão presentes no espectro da Figura 4.17 algumas linhas do complexo mencionado na Seção 3.1.3, que são as do N III  $\lambda 4634$ , do *blend* de O II  $\lambda 4641$  e N III  $\lambda 4640$  e do *blend* O II  $\lambda 4649$  e C III  $\lambda 4650$ .

A linha de [K IV] na Figura 4.18 é um indicativo da alta temperatura da estrela central da NP, dado que a energia de ionização necessária para emissão dessa linha é de  $\sim 61$  eV (Kramida et al., 2019). Pottasch et al. (2005) também identificaram essa linha na NP.

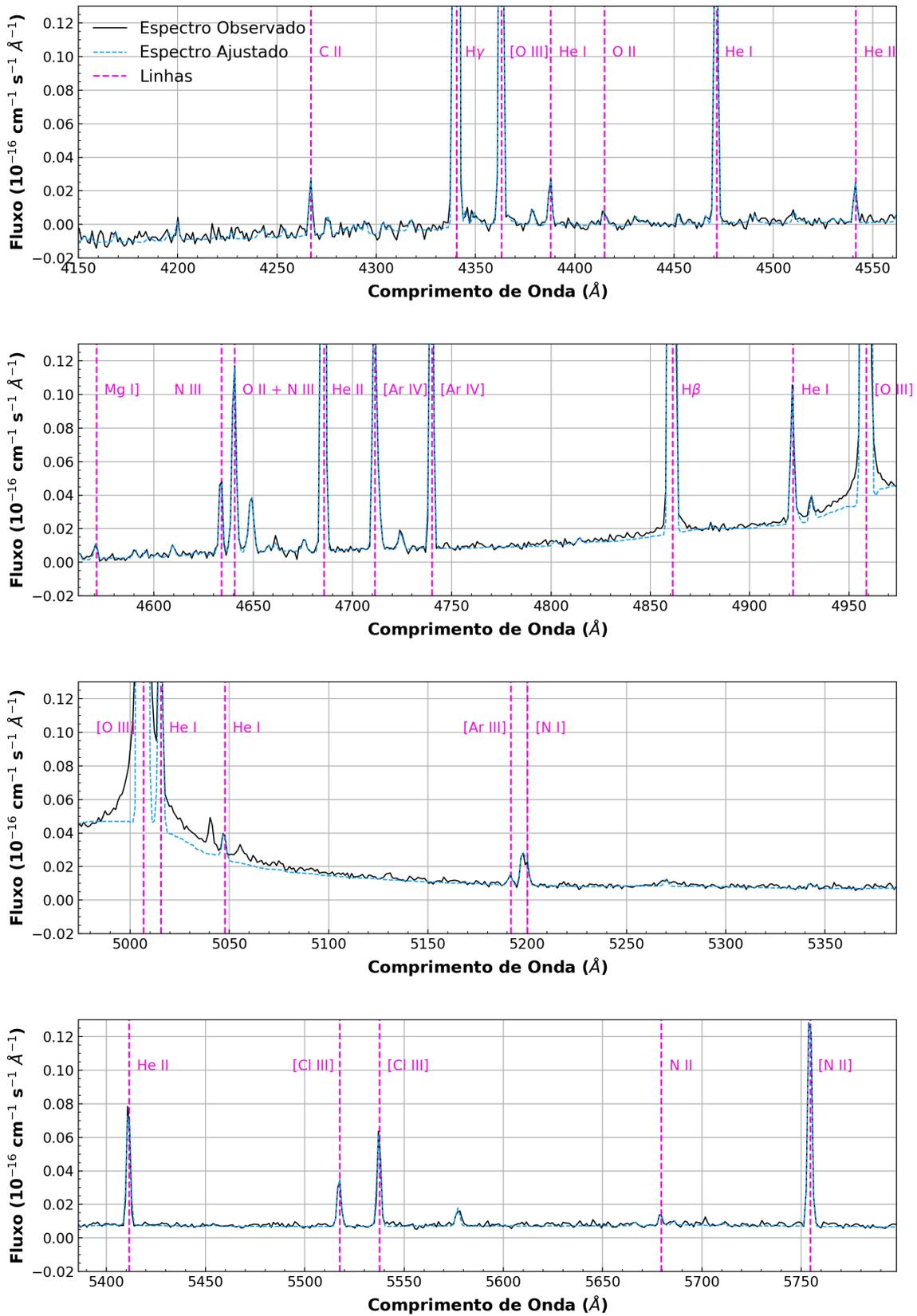


Figura 4.17: Comparação do espectro da NP IC 4191 (curva preta) na região azul com o ajuste feito com o código ALFA (azul). As linhas de emissão nebular identificadas são indicadas (linhas tracejadas com o íon responsável nomeado).

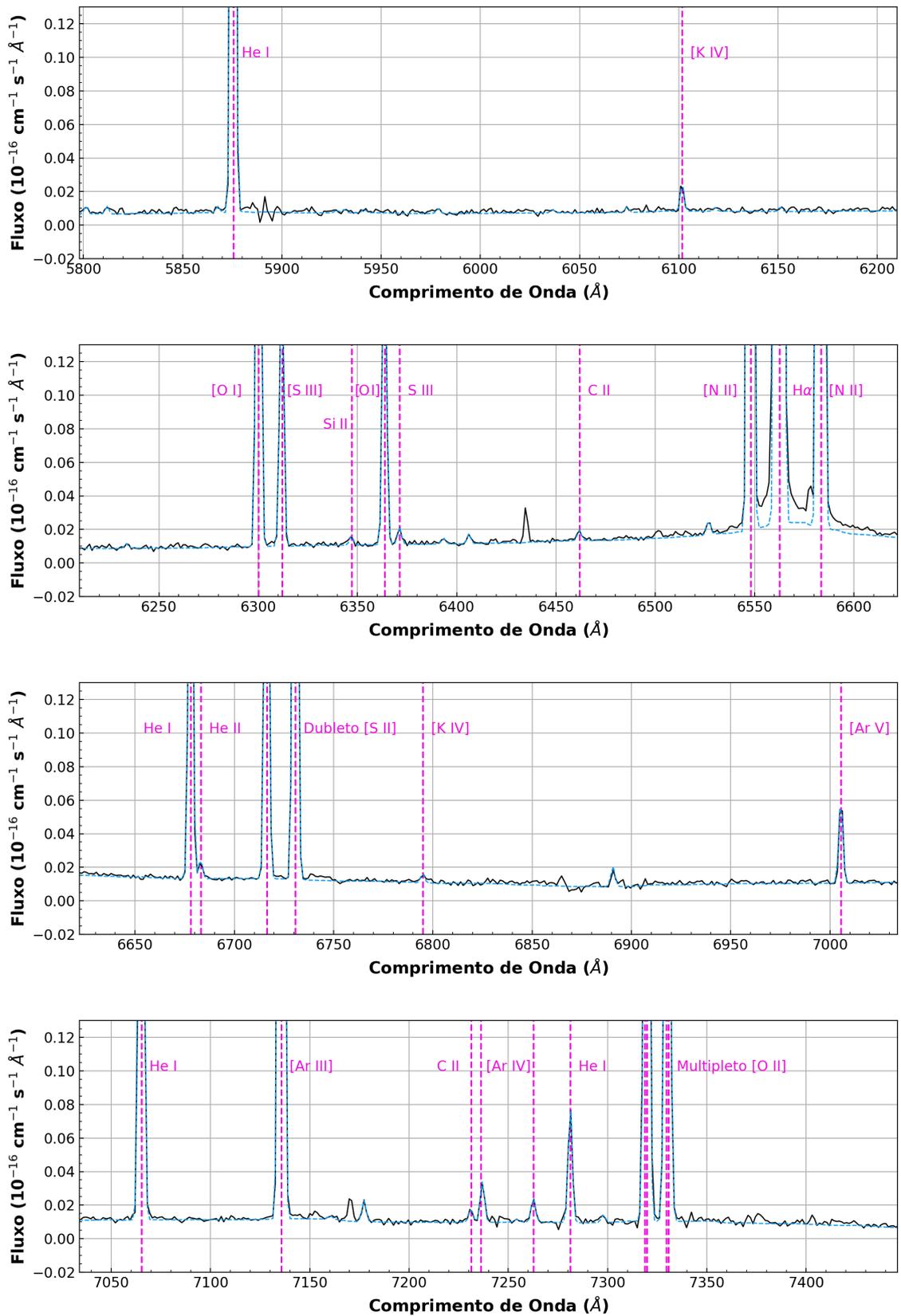


Figura 4.18: Idem à Figura 3.2, para a região vermelha do espectro.

### 4.3.2 Análise espacialmente resolvida

A NP IC 4191, assim como a He 2-434, apresenta estrutura não circular em alguns comprimentos de onda. As Figuras 4.19 e 4.20 mostram os fluxos espacialmente resolvidos da NP IC 4191. Na primeira fileira, são mostradas as linhas de  $H\alpha$ ,  $H\beta$  e  $H\gamma$ . Nesses mapas são vistas as estruturas externas menos intensas que a região da estrela central. Estruturas semelhantes foram vistas por Schwarz et al. (1992) nos mapas de  $H\alpha$  e [O III], mas com maior campo de observação. Nas Figuras 4.19 e 4.20, essas estruturas também estão presentes nos mapas de [S II], [N II] e [Ar III].

Nas segunda e terceira fileiras, são mostrados os mapas de [S II]  $\lambda 6716$ , [S III]  $\lambda 6312$ , S III  $\lambda 6371$ , [O I]  $\lambda 6363$ , [O II]  $\lambda 7320$  e [O III]  $\lambda 4959$ . Dessas linhas, apenas as de [S II] e [O III] apresentam emissão das estruturas externas. Na última fileira, são mostrados os mapas de C II  $\lambda 7231$ , C IV  $\lambda 5801$  e [Ne IV]  $\lambda 4723$ . Para essas mencionadas linhas, há emissão apenas na região central, com baixo fluxo se comparadas às demais linhas da Figura 4.19.

Na primeira e na última fileira da Figura 4.20, são mostrados os mapas das linhas de He I  $\lambda 4471$ , He II  $\lambda 4686$ , N II  $\lambda 5679$ , Mg I  $\lambda 4571$ , [K IV]  $\lambda 6101$  e [Cl III]  $\lambda 5517$ . Essas linhas possuem forma aproximadamente circular, com diâmetro  $< 10''$ . As linhas de N III  $\lambda 4378$ , [N I]  $\lambda 5200$ , [Ar IV]  $\lambda 4711$  e [Ar V]  $\lambda 7005$  também são circulares, com [N I] estendida um pouco mais de  $10''$ . As linhas de [N II] e [Ar III] apresentam as estruturas externas, que se assemelham às dos mapas de H I, [S II] e [O III] da Figura 3.11.

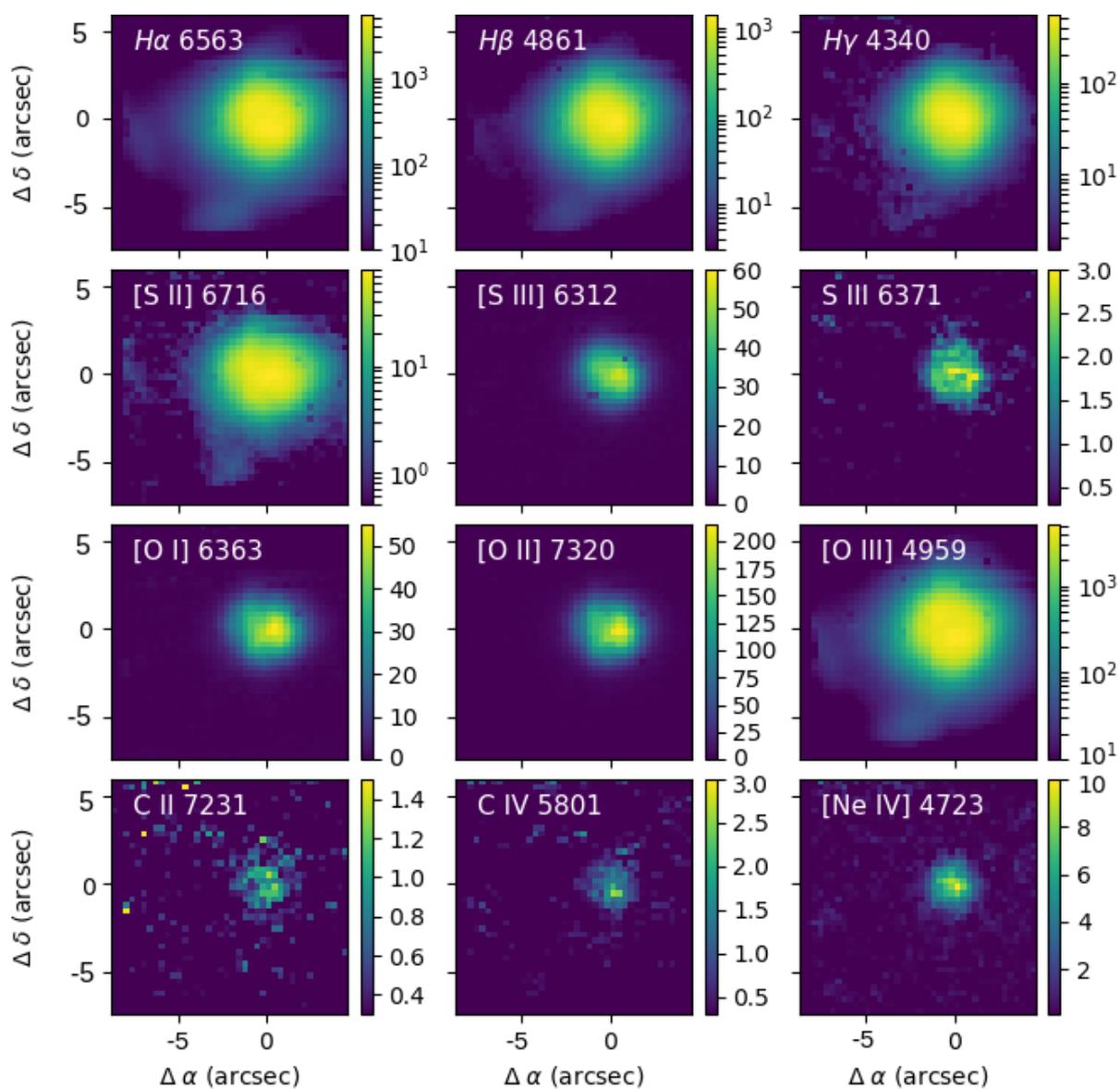


Figura 4.19: Mapas de fluxo das linhas de emissão da NP IC 4191. O Norte é orientado para cima e o Leste para a esquerda. Alguns mapas são dados em escala logarítmica para melhor visualizar as estruturas externas. Os eixos são dados em segundos de arco e a escala lateral é dada em  $10^{-16} \text{ergs cm}^{-1} \text{s}^{-1}$ .

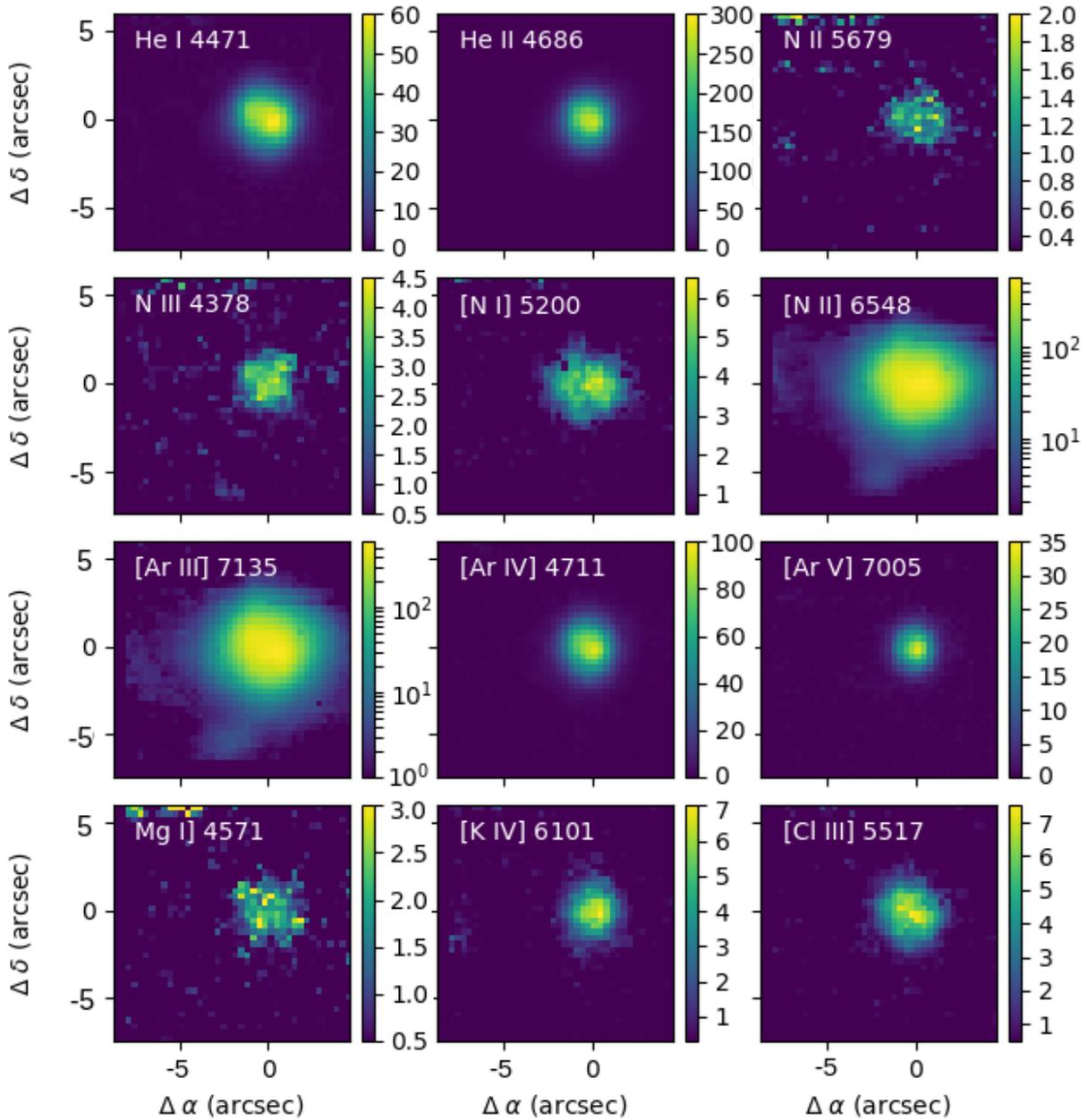


Figura 4.20: Mapas de fluxo das linhas de emissão da NP IC 4191, como na Figura 4.19. Os eixos são dados em segundos de arco e a escala lateral é dada em  $10^{-16} \text{ ergs cm}^{-1} \text{ s}^{-1}$ .

Para determinação das condições físicas ponto a ponto da NP, foi calculada a extinção com os mapas de  $H\alpha$  e  $H\beta$ . A Figura 4.21 mostra a extinção  $c(H\beta)$  calculada para a NP IC 4191. É importante ressaltar que o fluxo de  $H\alpha$ , devido a sua alta intensidade, está saturado na região central da NP. Na Figura 4.21, à direita, é mostrado o mapa de  $H\alpha$  com contornos da contagem de fótons. Os contornos são referentes a 30000 e 40000 contagens. A saturação do CCD é próxima de 40000 contagens, que compreende uma pequena região na parte central da NP.

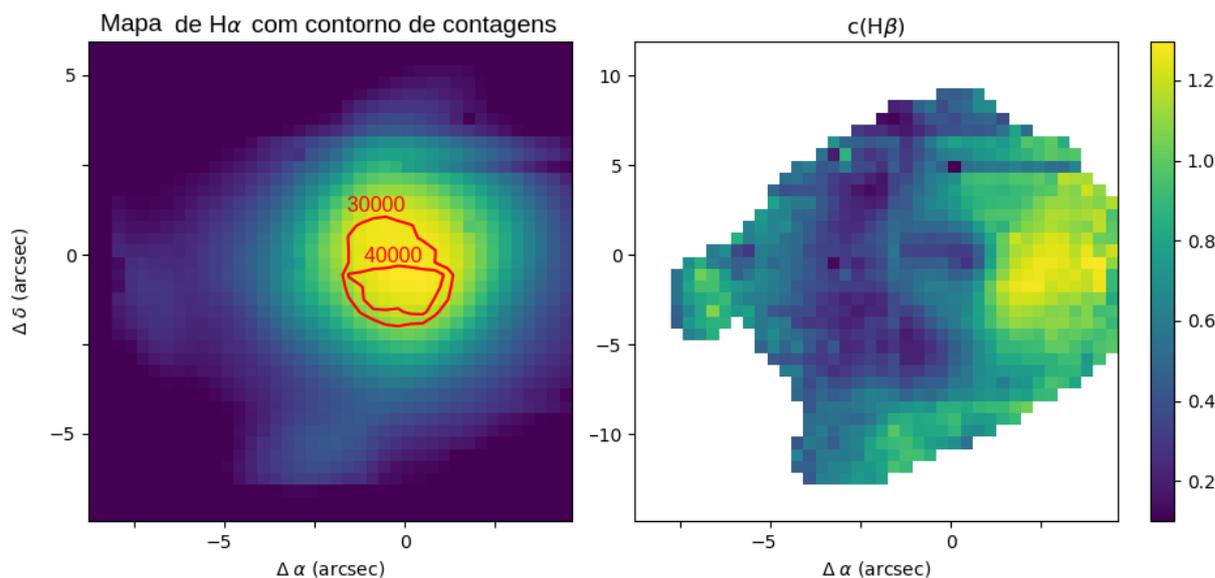


Figura 4.21: Mapas de contagem de fótons, à esquerda, e de extinção  $c(H\beta)$ , à direita, da NP IC 4191.

No mapa de extinção da Figura 4.21, é visível a variação desse parâmetro de  $\sim 0.2$  a  $\sim 1.3$ . A região esquerda da NP apresenta menores valores de extinção que a região direita. Na estrutura externa à esquerda da NP, a extinção tem valores próximos a 1. Sharpee et al. (2007) encontraram o valor de  $c(H\beta)=0.77$  para essa NP a partir do espectro integrado.

A Figura 4.22 mostra a distribuição de densidade eletrônica da NP IC 4191. O mapa foi obtido através da razão de linhas do [S II]  $\lambda 6716$ ,  $\lambda 6732$ , à esquerda e da razão de linhas de [Cl III]  $\lambda 5517$  e  $\lambda 5537$ , à direita.

A região central do primeiro mapa apresenta valores de densidade em torno de  $10000 \text{ cm}^{-3}$ . A região ao redor do centro tem variações entre  $6000$  e  $8000 \text{ cm}^{-3}$  e as estruturas externas têm menores densidades, entre  $1000$  e  $4000 \text{ cm}^{-3}$ .

No segundo mapa, a densidade varia entre  $30000$  e  $50000 \text{ cm}^{-3}$  em grande parte da NP mostrada. Com as linhas de [Cl III], Sharpee et al. (2007) encontraram a densidade eletrônica de  $12000^{+3000}_{-2000} \text{ cm}^{-3}$  para essa NP. Pottasch et al. (2005) encontraram a densidade de  $7400 \text{ cm}^{-3}$  com a razão de linhas de [S II]  $\lambda 6716$  e  $\lambda 6732$ . Com a razão de linhas de [Cl III] encontraram a densidade de  $12000 \text{ cm}^{-3}$ .

Tsamis et al. (2003) estudaram essa NP com o espectro de uma fenda fixa e com o espectro de uma fenda percorrendo todo o objeto. Com o primeiro método, encontraram a densidade pelas linhas de [S II] de  $12750 \text{ cm}^{-3}$  e  $12375 \text{ cm}^{-3}$  com a razão de linhas do [Cl III], que são coerentes com os valores obtidos por Sharpee et al. (2007) e Pottasch

et al. (2005). Pelo método de escaneamento da NP, Tsamis et al. (2003) encontraram as densidades de  $7900 \text{ cm}^{-3}$  pelas linhas de [S II]. Essa densidade obtida por eles concorda com os obtidos neste trabalho, como mostra o mapa da Figura 4.22. É interessante ressaltar os diferentes resultados encontrados quando se observa por apenas uma fenda e quando se observa todo o campo da NP. Já foi discutido no capítulo anterior que pode ser equivocado determinar parâmetros considerando apenas uma região da NP. O trabalho de Tsamis et al. (2003) e o aqui apresentado mostram que a NP IC 4191, como várias outras, apresentam estruturas que são importantes e podem ser melhor estudadas com campo integral.

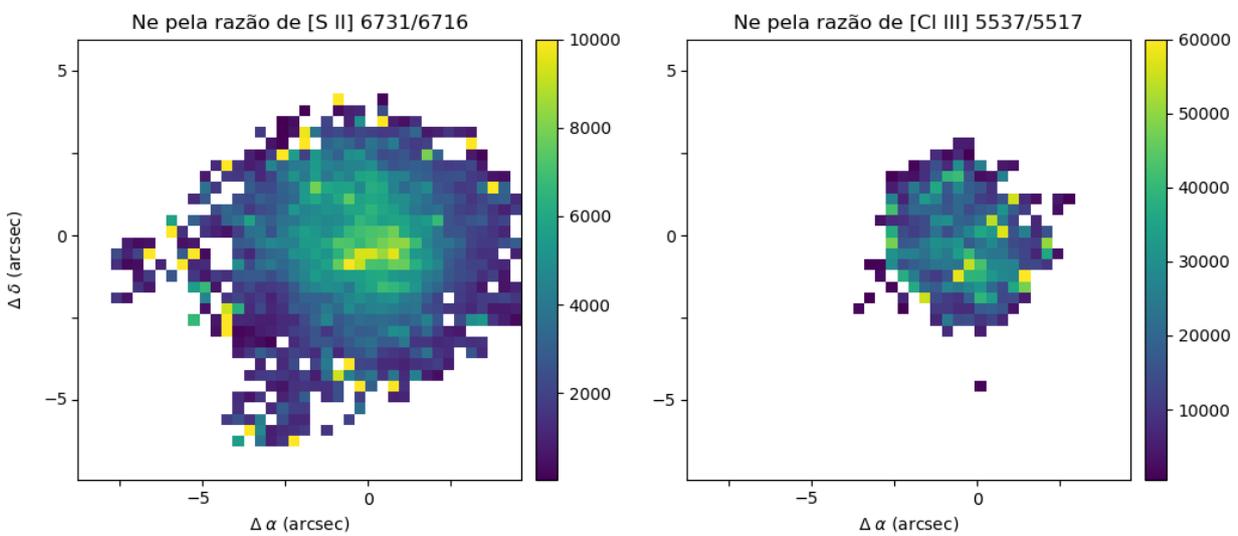


Figura 4.22: Mapas de densidade obtidos pelas razões de linhas do [S II]  $\lambda 6716$ ,  $\lambda 6732$  e do [Cl III]  $\lambda 5517$ ,  $\lambda 5537$  da NP IC 4191. A escala lateral é dada em  $\text{cm}^{-3}$ .

Na Figura 4.23 é mostrada a temperatura ao longo da NP IC 4191, obtida a partir dos mapas das linhas do [N II] de forma iterativa com os mapas da Figura 4.22.

Na região central dessa NP vista no primeiro mapa, a temperatura é  $\sim 8000 \text{ K}$ , maior que a região externa do gás. É vista uma variação entre  $7500 \text{ K}$  a  $9000 \text{ K}$  na NP. Sharpee et al. (2007) encontraram a temperatura a partir das linhas de [N II]  $\lambda 6548$ ,  $\lambda 6584$  e  $\lambda 5755$  de  $12500 \pm 1100 \text{ K}$ . Pottasch et al. (2005) encontraram a temperatura de  $11000 \text{ K}$  a partir das referidas linhas de [N II]. Tsamis et al. (2003) calcularam a temperatura dessa NP com as linhas de [S II]  $\lambda 6716$ ,  $\lambda 6732$  e  $\lambda 4068$  e encontraram, com o espectro de todo o objeto, o valor de  $8850 \text{ K}$ . Com as linhas de [N II]  $\lambda 6548$ ,  $\lambda 6584$  e  $\lambda 5755$ , obtiveram a temperatura eletrônica de  $12225 \text{ K}$ .

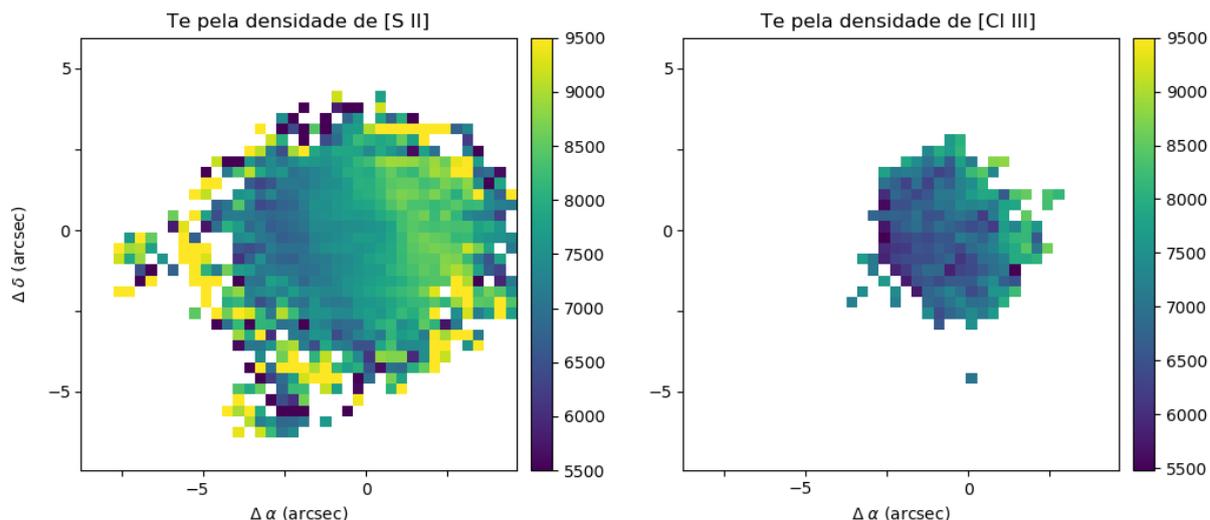


Figura 4.23: Mapas de temperatura obtidos pela razão de linhas do [N II]  $\lambda 6548$ ,  $\lambda 6584$  e  $\lambda 5755$  em interação com os mapas de densidade da Figura 4.22.

A Figura 4.24 mostra as velocidades internas ponto a ponto da NP IC 4191. São mostrados os mapas das linhas de [N II]  $\lambda 6548$ , [S II]  $\lambda 6716$  e  $\lambda 6732$ , [O III]  $\lambda 4959$ ,  $H\alpha$  e He I  $\lambda 4471$ . Os contornos são referentes às respectivas linhas.

As resoluções de velocidades das linhas são 28 km/s para as linhas de [N II], ambas as de [S II] e  $H\alpha$ , 34 km/s para a de [O III] e 36 km/s para a linha de He I.

Para todas as velocidades, com exceção à de He I da Figura 4.24, são visíveis as estruturas externas com velocidades semelhantes à da estrutura central. Em todos os mapas mostrados na Figura 4.24, a NP aparenta ter maiores velocidades na região esquerda. Para os cinco primeiros mapas, a maior velocidade é dividida em duas regiões, uma acima e outra abaixo da região central. Dadas as resoluções mencionadas, não é possível determinar as velocidades dos diferentes íons, mas é perceptível a presença de estruturas internas nesta NP.

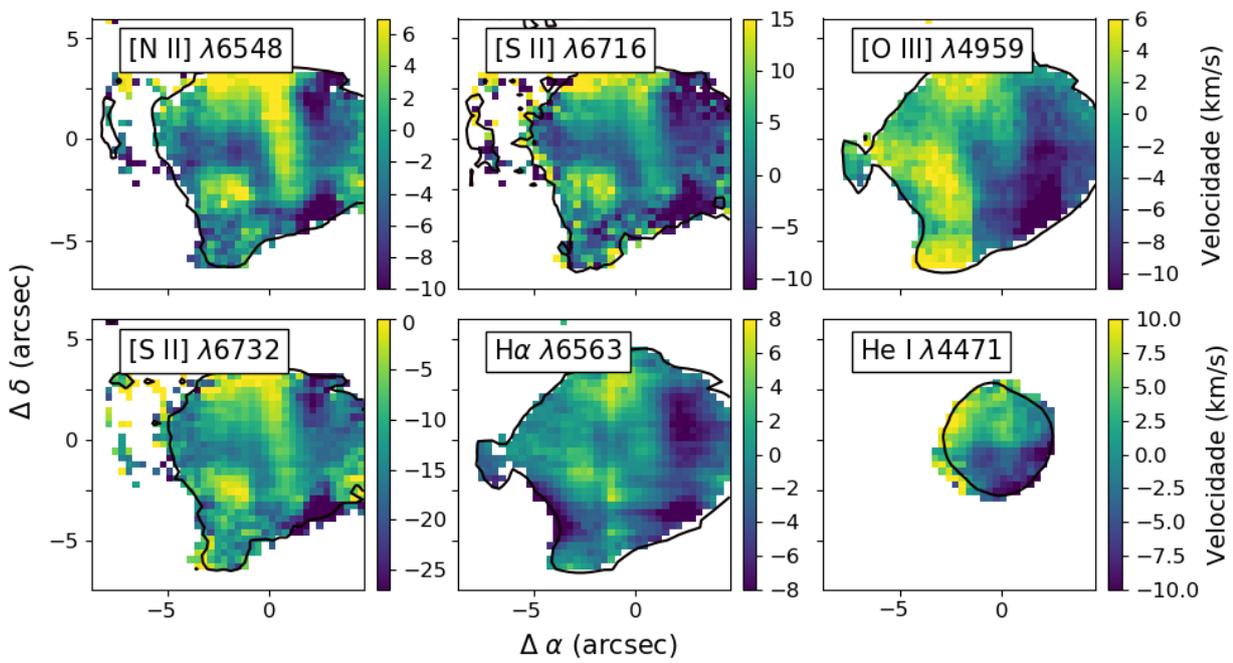


Figura 4.24: Mapas de velocidade da NP IC 4191. Os contornos são referentes à respectiva linha.

## Conclusões

Neste trabalho, foram apresentados estudos de quatro nebulosas planetárias observadas pela primeira vez com espectroscopia de campo integral.

Dentre esses objetos, foi feito um estudo mais detalhado da NP He 2-108 que nos permitiu entender melhor as características da nebulosa e da estrela central, assim como seu estágio evolutivo. Os dados, por suas características, nos permitiram uma análise do espectro integrado da nebulosa, assim como da emissão atômica espacialmente resolvida.

O espectro integrado nos permitiu obter medidas de um número maior de linhas de emissão observadas em relação a estudos anteriores. Foram detectadas linhas dos elementos usuais como H, He, O, N, S, mas também linhas do C, Cl, Fe e Ar. Entre as linhas em comum com outros trabalhos, encontramos um bom acordo das intensidades. Foram obtidas abundâncias para He, N, O, Ar, S e Cl que, de modo geral, mostraram-se em acordo com resultados anteriores considerando as incertezas, exceto a do N e O que se mostraram superiores. Apesar de termos detectado linhas de recombinação de O, N e de C, não calculamos abundâncias a partir de todas elas por estarem no limite de detecção de nossos dados. No entanto, para o N pudemos fazer o cálculo e obtivemos um fator de discrepância de abundância  $ADF(N/H) = 55$ .

Nossos dados nos permitiram também obter o espectro da estrela central descontando de maneira eficiente a emissão da nebulosa. Com nosso espectro de média resolução, encontramos informações interessantes sobre a região central onde foram vistas absorções em  $\lambda 5801$  e  $\lambda 5812$ , linhas no *blend* de  $\lambda 4650$ , perfil P Cygni em algumas linhas e alargamento da linha de  $H\alpha$ , que são características de estrelas com fortes ventos resultantes de estágios avançados de perda de massa, caracterizadas algumas vezes na literatura como tipo [WELS]. Notamos também que a intensidade observada de He II  $\lambda 4685$  não é com-

patível com a temperatura efetiva menor que 40 000 K inferida para a estrela central desta NP. Obtivemos uma comparação com modelos que indicam que o espectro é consistente com estrelas do tipo Wolf-Rayet da subclasse nitrogênio (WRN) com uma fração de massa de 50%. Estes resultados são evidências de que ventos na CSPN são intensos e ainda estão ativos.

Realizamos uma análise espacialmente resolvida detalhada. Os mapas de fluxo das linhas de emissão da NP He 2-108 mostraram que sua estrutura não é homogênea, mas apresenta regiões de maior intensidade, apesar de ter uma certa simetria radial. São vistos diferentes perfis de intensidade, comprovando que se trata de uma estrutura central com anel à volta. Em alguns comprimentos de onda são vistas, além da estrutura anelar, emissões na região central da NP que estão associadas ao alargamento da linha no espectro integrado, provavelmente em razão de ventos intensos. Foram detectadas linhas de [Fe III] e várias outras não detectadas anteriormente. Pela primeira vez, foram vistas estruturas nos mapas de velocidade da NP He 2-108, mas as resoluções, variando de 27 km/s a 36 km/s, não permitiram estimar as velocidades das estruturas.

Os mapas de linhas de emissão nos permitiram obter a temperatura e densidade eletrônica nebular. O mapa de densidade obtido a partir da razão de linhas do [S II]  $\lambda 6716, 6732$  da NP He 2-108 mostra uma variação de  $\sim 700 \text{ cm}^{-3}$  a  $\sim 2500 \text{ cm}^{-3}$ , com a região central mais densa que a parte mais externa da NP. A densidade calculada a partir do espectro integrado é  $1530 \text{ cm}^{-3}$ . Os mapas de temperatura obtidos a partir da razão de linhas de [N II] mostram temperaturas mais baixas que as usualmente detectadas em NPs, mas compatível com a temperatura da estrela central.

Além dos resultados mais detalhados para a nebulosa He 2-108, pudemos ainda obter resultados preliminares para três outras NPs. Obtivemos os fluxos espacialmente resolvidos de várias linhas de emissão das NPs He 2-117, He 2-434 e IC 4191.

Para He 2-117, encontramos altos valores de densidade do gás (valores maiores que  $10\,000 \text{ cm}^{-3}$ ). Nossos dados espacialmente resolvidos revelam a estrutura central mais brilhante que, provavelmente, é a região equatorial, mais densa, da estrutura bipolar vista em imagens da literatura.

He 2-434 apresenta uma estrutura de ionização bastante interessante, com a presença das chamadas estruturas de baixa ionização do tipo FLIER, reveladas nos mapas de [N II], [O II] e [S II]. De fato, os mapas mostram estruturas bem distintas dependendo da emissão

estudada.

O espectro de IC 4191 mostra que ela é uma nebulosa de alta excitação, consistente com a alta temperatura da estrela ionizante (107 kK). O espectro é rico em linhas intensas, incluindo linhas de elementos menos abundantes como o Ar, Mg, e K. Destacamos aqui a presença do potássio, cuja detecção só foi feita em cerca de 45 NPs até hoje. Outra característica interessante desta NP, é a presença de asas largas nas linhas de H I e [O III].

Foram apresentados os primeiros mapas de velocidade das NPs He 2-434 e IC 4191, onde foram vistas estruturas interessantes, apesar de não ser possível determinar valores com nossa resolução. Para a NP He 2-434, a distribuição de velocidades no gás reforça a existência de LIS nesta NP, além de uma estrutura bipolar de velocidade interna do gás.

Com este trabalho, concluímos que a análise de espectroscopia de campo integral é de extrema importância para análise nebular, pois permite o estudo da emissão do gás ao mesmo tempo em que resolve as subcomponentes emissoras. Isso permite uma análise mais completa e consistente do objeto.

## 5.1 *Perspectivas Futuras*

Os resultados apresentados apontam para diversas direções possíveis de trabalhos futuros, tanto para o objeto principal estudado quanto para os outros objetos para os quais as análises foram somente iniciadas.

Para a NP He 2-108, obtivemos os principais vínculos necessários para a confecção de modelos de fotoionização detalhados, como perfis de emissão e mapas de fluxo, o que permitirá um estudo mais aprofundado de seu estágio evolutivo. Os vínculos observacionais aqui obtidos serão também importantes para o estudo com modelos de fotoionização tridimensionais. Além disso, a descoberta de propriedades interessantes da estrela central, assim como a possibilidade de se tratar de um sistema binário, sugere diversos caminhos observacionais futuros para um estudo mais detalhado deste objeto e suas propriedades. Estes objetos são interessantes pois a fase de transição da fase final pós AGB para a fase NP é uma fase rápida e poucos objetos nessa etapa são conhecidos.

Para as três outras NPs observadas, nossa análise indica diversas propriedades interessantes que poderão ser estudadas em maior detalhe e que futuramente permitirão estudos teóricos, via modelos de fotoionização, com vínculos observacionais de alta qualidade.



## Referências Bibliográficas

- Acker A., Marcout J., Ochsenbein F., Stenholm B., Tylenda R., Schohn C., The Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae. Parts I, II., 1992
- Akras S., Gonçalves D. R., Low-ionization structures in planetary nebulae - I. Physical, kinematic and excitation properties, MNRAS, 2016, vol. 455, p. 930
- Akras S., Monteiro H., Aleman I., Farias M. A. F., May D., Pereira C. B., Exploring the differences of integrated and spatially resolved analysis using integral field unit data: the case of Abell 14, MNRAS, 2020, vol. 493, p. 2238
- Aleman I., Leal-Ferreira M. L., Cami J., Akras S., Ochsendorf B., Wesson R., Morisset C., Cox N. L. J., Bernard-Salas J., Paladini C. E., Peeters E., Stock D. J., Monteiro H., Tielens A. e. G. G. M., Characterization of the planetary nebula Tc 1 based on VLT X-shooter observations, MNRAS, 2019, vol. 490, p. 2475
- Ali A., Dopita M. A., IFU spectroscopy of southern PNe - VII. Photoionization modelling of intermediate excitation class objects, MNRAS, 2019, vol. 484, p. 3251
- Arribas S., Mediavilla E., García-Lorenzo B., del Burgo C., Fuensalida J. J., Differential atmospheric refraction in integral-field spectroscopy: Effects and correction. Atmospheric refraction in IFS, A&AS, 1999, vol. 136, p. 189
- Arrieta A., Torres-Peimbert S., Broad H $\alpha$  Wings in Nebulae around Evolved Stars and in Young Planetary Nebulae, ApJS, 2003, vol. 147, p. 97
- Bacon R., Accardo M., Adjali L., Anwand H., Bauer S., Biswas I., Blaizot J., Boudon D., Brau-Nogue S., Brinchmann J., Caillier P., Capoani L., Carollo C. M., Contini T.,

- Couderc P., Wisotzki L., Yerle N., The MUSE second-generation VLT instrument. In Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III , vol. 7735 of Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 2010, p. 773508
- Balick B., Rugers M., Terzian Y., Chengalur J. N., Fast, Low-Ionization Emission Regions and Other Microstructures in Planetary Nebulae, *ApJ*, 1993, vol. 411, p. 778
- Basurah H. M., Ali A., Dopita M. A., Alsulami R., Amer M. A., Alruhaili A., Problems for the WELS classification of planetary nebula central stars: self-consistent nebular modelling of four candidates, *MNRAS*, 2016, vol. 458, p. 2694
- Boffin H. M. J., Jones D., The Importance of Binaries in the Formation and Evolution of Planetary Nebulae, 2019
- Brocklehurst M., Calculations of level populations for the low levels of hydrogenic ions in gaseous nebulae., *MNRAS*, 1971, vol. 153, p. 471
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction, *ApJ*, 1989, vol. 345, p. 245
- Carroll B. W., Ostlie D. A., An introduction to modern astrophysics, 2014
- Chong S. N., Kwok S., Imai H., Tafuya D., Chibueze J., Multipolar Planetary Nebulae: Not as Geometrically Diversified as Thought, *ApJ*, 2012, vol. 760, p. 115
- Clayton D. D., Principles of stellar evolution and nucleosynthesis, 1983
- Corradi R. L. M., Manso R., Mampaso A., Schwarz H. E., Unveiling low-ionization microstructures in planetary nebulae., *A&A*, 1996, vol. 313, p. 913
- Costa R. D. D., Chiappini C., Maciel W. J., de Freitas Pacheco J. A., New abundances of southern planetary nebulae., *A&AS*, 1996, vol. 116, p. 249
- Cutri R. M., Skrutskie M. F., van Dyk S., Beichman C. A., Carpenter J. M., Chester T., Cambresy L., Evans T., Fowler J., Gizis J., Howard E., Huchra J., Jarrett T., Kopan E. L., Kirkpatrick J. D., Light R. M., Marsh K. A., et al. VizieR Online Data Catalog: 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources (Cutri+ 2003), VizieR Online Data Catalog, 2003, p. II/246

- Danehkar A., Evolution of Planetary Nebulae with WR-type Central Stars, Macquarie University, Australia ;ORCID;0000-0003-4552-5997;/ORCID;, 2014, Tese de Doutorado
- de Freitas Pacheco J. A., Maciel W. J., Costa R. D. D., Chemical abundances of disk planetary nebulae., *A&A*, 1992, vol. 261, p. 579
- Delgado-Inglada G., Gaseous abundances in planetary nebulae: What have we learned in the past five years?. In *Planetary Nebulae: Multi-Wavelength Probes of Stellar and Galactic Evolution* , vol. 323 of IAU Symposium, 2017, p. 51
- Delgado-Inglada G., Morisset C., Stasińska G., Ionization correction factors for planetary nebulae - I. Using optical spectra, *MNRAS*, 2014, vol. 440, p. 536
- Dopita M., Hart J., McGregor P., Oates P., Bloxham G., Jones D., The Wide Field Spectrograph (WiFeS), *Ap&SS*, 2007, vol. 310, p. 255
- Draine B. T., *Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium*, 2011
- Eisenhauer F., Abuter R., Bickert K., Biancat-Marchet F., Bonnet H., Brynnel J., Conzelmann R. D., Delabre B., Donaldson R., Farinato Thatte N. A., Weisz H., SINFONI - Integral field spectroscopy at 50 milli-arcsecond resolution with the ESO VLT. In *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes* , vol. 4841 of Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 2003, p. 1548
- Fitzpatrick E. L., Correcting for the Effects of Interstellar Extinction, *PASP*, 1999, vol. 111, p. 63
- Frew D. J., Bojičić I. S., Parker Q. A., A catalogue of integrated H $\alpha$  fluxes for 1258 Galactic planetary nebulae, *MNRAS*, 2013, vol. 431, p. 2
- Frew D. J., Parker Q. A., Planetary Nebulae: Observational Properties, Mimics and Diagnostics, *PASA*, 2010, vol. 27, p. 129
- Gaia Collaboration The Gaia mission, *A&A*, 2016, vol. 595, p. A1
- Gaia Collaboration VizieR Online Data Catalog: Gaia DR2 (Gaia Collaboration, 2018), VizieR Online Data Catalog, 2018a, p. I/345

- Gaia Collaboration VizieR Online Data Catalog: Gaia DR2 (Gaia Collaboration, 2018), VizieR Online Data Catalog, 2018b, p. I/345
- García-Rojas J., Corradi R. L. M., Monteiro H., Jones D., Rodríguez-Gil P., Cabrera-Lavers A., Imaging the Elusive H-poor Gas in the High adf Planetary Nebula NGC 6778, *ApJ*, 2016, vol. 824, p. L27
- Gonçalves D. R., Corradi R. M. L., Villaver E., Mampaso A., Perinotto M., Low-ionization Structures in Planetary Nebulae. In *Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures*, vol. 199 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 2000, p. 217
- Górny S. K., Spectroscopy of southern Galactic disk planetary nebulae. Notes on chemical composition and emission-line stars, *A&A*, 2014, vol. 570, p. A26
- Gräfener G., Koesterke L., Hamann W. R., Line-blanketed model atmospheres for WR stars, *A&A*, 2002, vol. 387, p. 244
- Gurzadian G. A., The Temperatures of the Nuclei of High-Excitation Planetary Nebulae, *Ap&SS*, 1988, vol. 149, p. 343
- Hamann W. R., Gräfener G., Grids of model spectra for WN stars, ready for use, *A&A*, 2004, vol. 427, p. 697
- Hoffmann T. L., Pauldrach A. W. A., Kaschinski C. B., Radiation-driven winds of hot luminous stars. XVIII. The unreliability of stellar and wind parameter determinations from optical vs. UV spectral analysis of selected central stars of planetary nebulae and the possibility of some CSPNs as single-star supernova Ia progenitors, *A&A*, 2016, vol. 592, p. A158
- Hultsch P. J. N., Puls J., Méndez R. H., Pauldrach A. W. A., Kudritzki R. P., Hoffmann T. L., McCarthy J. K., Central stars of planetary nebulae in the Galactic bulge, *A&A*, 2007, vol. 467, p. 1253
- Hummer D. G., Storey P. J., Recombination-line intensities for hydrogenic ions - I. Case B calculations for H I and He II., *MNRAS*, 1987, vol. 224, p. 801

- Khromov G. S., Kohoutek L., Morphological Study of Planetary Nebulae. In Planetary Nebulae , vol. 34 of IAU Symposium, 1968, p. 227
- Kingsburgh R. L., Barlow M. J., Elemental abundances for a sample of southern galactic planetary nebulae., MNRAS, 1994, vol. 271, p. 257
- Kippenhahn R., Weigert A., Weiss A., Stellar Structure and Evolution, 2012
- Kramida A., Yu. Ralchenko Reader J., and NIST ASD Team, 2019 NIST Atomic Spectra Database (ver. 5.7.1), [Online]. Available: <https://physics.nist.gov/asd> [2020, July 17]. National Institute of Standards and Technology, Gaithersburg, MD.
- Kwok S., The Origin and Evolution of Planetary Nebulae, 2000
- Kwok S., Purton C. R., Fitzgerald P. M., On the origin of planetary nebulae., ApJ, 1978, vol. 219, p. L125
- Lawrence A., Astronomical Measurement: A Concise Guide, 2014
- Le Fèvre O., Saisse M., Mancini D., Brau-Nogue S., Caputi O., Castinel L., D’Odorico S., Garilli B., Kissler-Patig M., Lucuix C., Mancini G., Pauget A., Sciarretta G., Scodeggio M., Tresse L., Vettolani G., Commissioning and performances of the VLT-VIMOS instrument. In Proc. SPIE, vol. 4841 of Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 2003, p. 1670
- LeBlanc F., An Introduction to Stellar Astrophysics. John Wiley & Sons, Ltd, 2010
- Luridiana V., Morisset C., Shaw R. A., PyNeb: a new tool for analyzing emission lines. I. Code description and validation of results, A&A, 2015, vol. 573, p. A42
- Maciel W., Astrofísica do Meio Interestelar. EDUSP, 2002
- Marcolino W. L. F., de Araújo F. X., Weak Emission-Line Central Stars of Planetary Nebulae, AJ, 2003, vol. 126, p. 887
- McCall M. L., Emission coefficients for gaseous nebulae : three-level atom approximations., MNRAS, 1984, vol. 208, p. 253

- McGregor P. J., Hart J., Conroy P. G., Pfitzner M. L., Bloxham G. J., Jones D. J., Downing M. D., Dawson M., Young P., Jarnyk M., Van Harmelen J., Gemini near-infrared integral field spectrograph (NIFS). In *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes*, vol. 4841 of Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 2003, p. 1581
- Mediavilla E., Arribas S., Roth M., Cepa-Nogué J., Sánchez F., *3D Spectroscopy in Astronomy*, 2011
- Mendez R. H., Kudritzki R. P., Herrero A., On central star luminosities and optical thicknesses in planetary nebulae., *A&A*, 1992, vol. 260, p. 329
- Messier C., , 1781 *Catalogue des Nébuleuses et des Amas d'Étoiles (Catalog of Nebulae and Star Clusters) Connaissance des Temps ou des Mouvements Célestes*
- Milne D. K., Aller L. H., Radio observations at 5 GHz of southern planetary nebulae., *A&A*, 1975, vol. 38, p. 183
- Osterbrock D. E., Ferland G. J., *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, 2006
- Parthasarathy M., Acker A., Stenholm B., Weak emission line [WELS] central stars of planetary nebulae are [WC]-PG1159 stars, *A&A*, 1998, vol. 329, p. L9
- Pauldrach A. W. A., Hoffmann T. L., Méndez R. H., Radiation-driven winds of hot luminous stars. XV. Constraints on the mass-luminosity relation of central stars of planetary nebulae, *A&A*, 2004, vol. 419, p. 1111
- Peimbert A., Peimbert M., Delgado-Inglada G., García-Rojas J., Peña M., Physical conditions derived from O II recombination lines in planetary nebulae and their implications, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 2014, vol. 50, p. 329
- Phillips J. P., Planetary nebula distances re-examined: an improved statistical scale, *MNRAS*, 2004, vol. 353, p. 589
- Pottasch S. R., *Planetary nebulae. A study of late stages of stellar evolution.* vol. 107, 1984

- Pottasch S. R., Baud B., Beintema D., Emerson J., Harris S., Habing H. J., Houck J., Jennings R., Marsden P., IRAS measurements of planetary nebulae, *A&A*, 1984, vol. 138, p. 10
- Pottasch S. R., Beintema D. A., Feibelman W. A., Abundances of planetary nebulae NGC 2022, NGC 6818 and IC 4191, *A&A*, 2005, vol. 436, p. 953
- Pottasch S. R., Surendiranath R., Bernard-Salas J., Abundances in planetary nebulae: NGC 1535, NGC 6629, He2-108, and Tc1, *A&A*, 2011, vol. 531, p. A23
- Quireza C., Rocha-Pinto H. J., Maciel W. J., Bayesian posterior classification of planetary nebulae according to the Peimbert types, *A&A*, 2007, vol. 475, p. 217
- Sahai R., Morris M. R., Villar G. G., Young Planetary Nebulae: Hubble Space Telescope Imaging and a New Morphological Classification System, *AJ*, 2011, vol. 141, p. 134
- Schwarz H. E., Corradi R. L. M., Melnick J., A catalogue of narrow band images of planetary nebulae., *A&AS*, 1992, vol. 96, p. 23
- Scoddeggio M., Franzetti P., Garilli B., Zanichelli A., Paltani S., Maccagni D., Bottini D., Le Brun V., Contini T., et al. The VVDS Data-Reduction Pipeline: Introducing VIPGI, the VIMOS Interactive Pipeline and Graphical Interface, *PASP*, 2005, vol. 117, p. 1284
- Seaton M. J., Interstellar extinction in the UV., *MNRAS*, 1979, vol. 187, p. 73
- Sharpee B., Zhang Y., Williams R., Pellegrini E., Cavagnolo K., Baldwin J. A., Phillips M., Liu X.-W., s-Process Abundances in Planetary Nebulae, *ApJ*, 2007, vol. 659, p. 1265
- Shaw R. A., Kaler J. B., Apparent Magnitudes of Luminous Planetary Nebula Nuclei. II. A Survey of Southern-Hemisphere Planetary Nebulae, *ApJS*, 1989, vol. 69, p. 495
- Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening R., Weinberg M. D., Schneider S., Carpenter J. M., Beichman C., Capps R., Chester T., Elias J., Huchra J., Liebert J., Lonsdale C., Monet D. G., Price S., Seitzer P., Jarrett T., et al. The Two Micron All Sky Survey (2MASS), *AJ*, 2006, vol. 131, p. 1163
- Stanghellini L., Corradi R. L. M., Schwarz H. E., The correlations between planetary nebula morphology and central star evolution., *A&A*, 1993, vol. 279, p. 521

- Stanghellini L., Shaw R. A., Villaver E., The Magellanic Cloud Calibration of the Galactic Planetary Nebula Distance Scale, *ApJ*, 2008, vol. 689, p. 194
- Torres-Peimbert S., Peimbert M., Photoelectric photometry and physical conditions of planetary nebulae., *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 1977, vol. 2, p. 181
- Tsamis Y. G., Barlow M. J., Liu X. W., Danziger I. J., Storey P. J., A deep survey of heavy element lines in planetary nebulae - I. Observations and forbidden-line densities, temperatures and abundances, *MNRAS*, 2003, vol. 345, p. 186
- Tsamis Y. G., Barlow M. J., Liu X. W., Storey P. J., Danziger I. J., A deep survey of heavy element lines in planetary nebulae - II. Recombination-line abundances and evidence for cold plasma, *MNRAS*, 2004, vol. 353, p. 953
- Tsamis Y. G., Walsh J. R., Péquignot D., Barlow M. J., Danziger I. J., Liu X. W., Integral field spectroscopy of planetary nebulae: mapping the line diagnostics and hydrogen-poor zones with VLT FLAMES, *MNRAS*, 2008, vol. 386, p. 22
- Tylenda R., Acker A., Stenholm B., Wolf-Rayet nuclei of planetary nebulae. Observations and classification., *A&AS*, 1993, vol. 102, p. 595
- Tylenda R., Siódmiak N., Górny S. K., Corradi R. L. M., Schwarz H. E., Angular dimensions of planetary nebulae, *A&A*, 2003, vol. 405, p. 627
- Van Hoof P., Recent Development of the Atomic Line List, *Galaxies*, 2018, vol. 6, p. 63
- Van Hoof P. A. M., Van de Steene G. C., Beintema D. A., Martin P. G., Pottasch S. R., Ferland G. J., Properties of Dust Grains in Planetary Nebulae. I. The Ionized Region of NGC 6445, *ApJ*, 2000, vol. 532, p. 384
- Walsh J. R., Monreal-Ibero A., Integral Field Spectroscopy of Planetary Nebulae with MUSE, *Galaxies*, 2020, vol. 8, p. 31
- Weidmann W. A., Gamen R., Central stars of planetary nebulae. II. New OB-type and emission-line stars, *A&A*, 2011a, vol. 531, p. A172
- Weidmann W. A., Gamen R., Central stars of planetary nebulae: New spectral classifications and catalogue, *A&A*, 2011b, vol. 526, p. A6

- 
- Weidmann W. A., Méndez R. H., Gamen R., Improved spectral descriptions of planetary nebulae central stars, *A&A*, 2015, vol. 579, p. A86
- Wesson R., ALFA: an automated line fitting algorithm, *MNRAS*, 2016, vol. 456, p. 3774
- Wesson R., Stock D. J., Scicluna P., Understanding and reducing statistical uncertainties in nebular abundance determinations, *MNRAS*, 2012, vol. 422, p. 3516
- Zanichelli A., Garilli B., Scodreggio M., Franzetti P., Rizzo D., Maccagni D., Merighi R., Picat J. P., Le Fèvre O., Foucaud S., et al. The VIMOS Integral Field Unit: Data-Reduction Methods and Quality Assessment, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 2005, vol. 117, p. 1271