



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

Janayna de Souza Mendes

**Caracterização do Gás Difuso Ionizado  
Extraplanar em Galáxias Espirais**

Florianópolis/SC

2024

CARACTERIZAÇÃO DO GÁS DIFUSO IONIZADO  
EXTRAPLANAR EM GALÁXIAS ESPIRAIS

Janayna de Souza Mendes

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

Orientadora: Profa. Dra. Natalia Vale Asari

Florianópolis

2024

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

Mendes, Janayna de Souza  
Caracterização do gás difuso ionizado extraplanar em  
galáxias espirais / Janayna de Souza Mendes ;  
orientadora, Natalia Vale Asari, 2024.  
89 p.

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

Inclui referências.

1. Física. 2. Galáxias espirais. 3. Meio interestelar.  
4. Espectroscopia. 5. Modelos de fotoionização. I. Vale  
Asari, Natalia. II. Universidade Federal de Santa  
Catarina. Programa de Pós-Graduação em Física. III. Título.

Janayna de Souza Mendes

**Caracterização do Gás Difuso Ionizado  
Extraplanar em Galáxias Espirais**

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

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

Prof. Dr. Daniel Ruschel Dutra  
Universidade Federal de Santa Catarina

Profa. Dra. Grazyna Stasinska  
Observatoire de Paris

Dr. Ariel Werle  
INAF / Osservatorio Astronomico di Padova

Prof. Dr. Jean Michel Silva de Miranda Gomes  
CAUP / Universidade do Porto

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

---

Coordenação do Programa de Pós-Graduação

---

Profa. Dra. Natalia Vale Asari  
Orientadora

Florianópolis, 2024.

*À minha família e amigos.*

# Agradecimentos

Agradeço aos meus pais, Liete e Vanderlei, e ao meu irmão Diego, por todo o incentivo e apoio ao longo desses anos de muito estudo. Graças a eles, pude seguir a carreira científica mesmo com todos os desafios. Sem todo o suporte que recebi, jamais teria conseguido chegar até aqui.

Agradeço à minha orientadora Natalia, que sempre foi muito paciente e atenciosa comigo, e que muito me inspira sendo a profissional e pesquisadora excepcional que é. Agradeço ao Cid, à Grazyna e ao André, que em diversos momentos me ajudaram com dicas ou sanando dúvidas para o aprimoramento deste trabalho. Agradeço ao Jáderson, meu primeiro orientador de iniciação científica, que me introduziu à astrofísica e ao mundo da pesquisa. Também agradeço aos demais professores da astro, especialmente ao Daniel, Kanaan e Saito, dos quais tive a oportunidade enriquecedora de ser aluna. Agradeço, por fim, também aos demais professores do ensino básico e superior que me inspiraram a seguir na carreira científica e acadêmica.

Agradeço àqueles que muito me apoiaram fora da academia e tornaram esse período menos solitário, sobretudo ao Aiba, à Hingrid, ao Luan e à Vivi. Sem eles, com quem vivo e compartilho tantos momentos especiais, esse período teria sido demasiadamente sufocante e não me restaria ânimo para seguir fazendo o que faço.

Agradeço aos meus amigos e colegas astrofísicos, especialmente à Bruna, à Lis, ao Luis, à Maria, ao Márlon, ao Robert, ao Thiago e ao Victor, que tanto me ajudaram neste trabalho, direta e indiretamente. Sem eles, os dias seriam menos divertidos e muitos códigos demorariam ainda mais a funcionar plenamente.

Agradeço aos amigos que a física me proporcionou, seja ao longo da graduação ou do mestrado, principalmente à Bianca, à Isabela, à Isabelle, ao Jander e à Juliana. Graças a eles, foi possível sobreviver a essa trajetória. Apesar de compartilharmos dos mesmos anseios e dúvidas que o ambiente acadêmico tanto proporcionou, conseguiram tornar todo o processo muito mais leve.

Por fim, agradeço ao Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico pelo financiamento e à Universidade Federal de Santa Catarina pela infraestrutura proporcionada.

“Nunca pare, continue sempre em frente”

Katsura Hoshino

# Resumo

O gás, componente essencial do meio interestelar de uma galáxia, pode ser encontrado em diferentes densidades e temperaturas, além de ser ionizado por diversas fontes. O estudo de regiões cujo gás morno apresenta menor densidade, chamadas de gás difuso ionizado (DIG), é relativamente recente, não apresentando um consenso na literatura sobre as suas principais fontes ionizantes. Considerou-se desde sua descoberta que o principal mecanismo responsável por ionizá-lo consiste no escape de fótons energéticos emitidos por estrelas jovens, imersas nas regiões H II presentes no plano da galáxia. No entanto, estudos indicam que apenas isso não seria o suficiente para explicar a ionização observada no DIG localizado fora do plano, sendo este o objetivo deste estudo. Sob a proposta de que as fontes responsáveis por ionizar o DIG extraplanar consistem no escape de fótons advindos de regiões de formação estelar presentes no plano galáctico e estrelas quentes evoluídas de baixa massa (HOLMES, do inglês *HOT Low-Mass Evolved Stars*) localizadas fora dele, utilizamos dados de espectroscopia de campo integral de oito galáxias espirais próximas vistas de lado, observadas com o instrumento *Multi-Unit Spectroscopic Explorer*, no *Very Large Telescope* (MUSE/VLT). Também utilizamos modelos de fotoionização a fim de comparar com os resultados observacionais, e assim melhor compreender a contribuição das possíveis fontes ionizantes aqui consideradas. Detectamos que a largura equivalente de  $H\alpha$  apresenta valores maiores no plano e decai com o aumento da altura, sem atingir valores inferiores a 3 Å. Razões de linhas de emissão  $[N II]/H\alpha$  e  $[S II]\lambda\lambda 6716, 6731/H\alpha$  apresentaram comportamento crescente com relação ao módulo da distância ao plano, assim como observado para outras galáxias na literatura. Tal comportamento pode indicar um parâmetro de ionização mais baixo ou, se combinado ao aumento de  $[O III]/H\alpha$ , a necessidade de uma fonte ionizante mais dura para o DIG extraplanar. Também detectamos uma maior presença de gás neutro conforme aumenta a distância ao plano através das medidas de  $[O I]/H\alpha$ . Com relação aos modelos de fotoionização, destacamos que as medidas observacionais das razões de linhas  $[S II]\lambda\lambda 6716, 6731/H\alpha$  e  $[O I]/H\alpha$  foram, dentre os parâmetros analisados, os melhores reproduzidos pelos modelos. No entanto, em decorrência da seleção dos modelos ter sido baseada apenas em duas das razões de linhas de emissão, é necessário aprimorar nossa análise para quantificar com mais precisão a contribuição de cada fonte ionizante aqui considerada.

**Palavras-chave:** Galáxias Espirais. Meio Interestelar. Espectroscopia. Modelos de Fotoionização.

# Abstract

Gas, an essential component of the interstellar medium of a galaxy, can be found in different densities and temperatures, and can be ionized by various sources. The study of regions where warm gas has a lower density, called diffuse ionized gas (DIG), is relatively recent and there is no consensus in the literature on its main ionizing sources. Since its discovery, it has been thought that the main mechanism responsible for ionizing it is the escape of energetic photons emitted by young stars immersed in the H II regions present in the galactic plane. However, studies indicate that this alone would not be enough to explain the ionization observed in the DIG located outside the plane, which is the aim of this study. Under the hypothesis that the sources responsible for ionizing the extraplanar DIG consist of photons escaping from star-forming regions present in the galactic plane and hot low-mass evolved stars (HOLMES) located outside it, we used integral field spectroscopy data from eight nearby edge-on spiral galaxies, observed with the Multi-Unit Spectroscopic Explorer instrument on the Very Large Telescope (MUSE/VLT). We also compared our observational results to photoionization models, which allow us to gauge the contribution of the possible ionizing sources considered here. We detected that the equivalent width of H $\alpha$  presents larger values in the plane and decreases with increasing height, without falling below 3 Å. Emission line ratios [N II]/H $\alpha$  and [S II] $\lambda\lambda$ 6716, 6731/H $\alpha$  showed increasing behavior with respect to the modulus of the distance to the plane, as observed for other galaxies in the literature. Such behaviour may indicate a lower ionization parameter or, if combined with increase of [O III]/H $\alpha$ , the need for a harder ionizing source for the extraplanar DIG. We also detected a greater presence of neutral gas as the distance to the plane increased through the [O I]/H $\alpha$  measurements. With regard to the photoionization models, we note that the observational measurements of the line ratios [S II] $\lambda\lambda$ 6716, 6731/H $\alpha$  and [O I]/H $\alpha$  were, among those analyzed, the parameters that was better reproduced by the models. However, due to the model selection being based only on two of the emission line ratios, it is necessary to improve our analysis to more accurately quantify the contribution of each ionizing sources considered here.

**Keywords:** Spiral Galaxies. Interstellar Medium. Spectroscopy. Photoionization Models.

# Lista de ilustrações

Figura 1 – Desenho esquemático de uma galáxia espiral vista de diferentes ângulos de visada. . . . .	17
Figura 2 – Localização das regiões H II e DIG em galáxias espirais vistas de diferentes ângulos de visada. . . . .	19
Figura 3 – Mapas de fluxo no comprimento de onda de 5635 Å da amostra. . . . .	24
Figura 4 – Imagens da galáxia IC1553 no IRAC/S <sup>4</sup> G e próxima da banda z do MUSE para relacionar as coordenadas centrais entre os dados. . . . .	26
Figura 5 – Mapas da variação dos parâmetros $z$ e $\rho/r_{25}$ para toda a amostra. . . . .	27
Figura 6 – Espectros sintético, residual e observado para um <i>spaxel</i> da galáxia ESO469-15. . . . .	29
Figura 7 – Mapas de parâmetros utilizados para mapear objetos intrusos na galáxia ESO544-27. . . . .	33
Figura 8 – Curva de [N II]/H $\alpha$ contra $T_e$ para diferentes $n_e$ . . . . .	34
Figura 9 – Corte espectral de um <i>spaxel</i> da galáxia ESO469-15 na região das linhas de [N II] em 5755 e 6584 Å. . . . .	35
Figura 10 – Painéis de [N II] $\lambda$ 5755/[N II] $\lambda$ 6584 com relação à $z$ após diferentes métodos de filtragens. . . . .	37
Figura 11 – Mapas de fluxo no comprimento de onda 5635 Å, $\Sigma_{H\alpha}$ e EW(H $\alpha$ ) para toda a amostra. . . . .	40
Figura 12 – Painéis de EW(H $\alpha$ ) contra $z$ para toda a amostra. . . . .	41
Figura 13 – Painéis de [N II]/H $\alpha$ contra $z$ para toda a amostra. . . . .	43
Figura 14 – Painéis de [S II] $\lambda$ 6716, 6731/H $\alpha$ contra $z$ para toda a amostra. . . . .	44
Figura 15 – Painéis de [O I]/H $\alpha$ contra $z$ para a toda a amostra. . . . .	45
Figura 16 – Painéis de [O III]/H $\beta$ contra $z$ para toda a amostra. . . . .	46
Figura 17 – Painéis de [N II]/[O II] $\lambda$ 7325 contra $z$ para toda a amostra. . . . .	47
Figura 18 – Desenho esquemático do modelo de fotoionização utilizado, feito por Flores-Fajardo et al. (2011). . . . .	49
Figura 19 – Modelos de fotoionização selecionados para ESO157-49 com valores máximos e mínimos. . . . .	54
Figura 20 – Modelos de fotoionização selecionados para ESO469-15 com valores máximos e mínimos. . . . .	55
Figura 21 – Modelos de fotoionização selecionados para PGC30591 com valores máximos e mínimos. . . . .	56
Figura 22 – Modelos de fotoionização selecionados para IC0217 com valores máximos e mínimos. . . . .	57

Figura 23 – Modelos de fotoionização selecionados para ESO544-27 com valores máximos e mínimos. . . . .	58
Figura 24 – Modelos de fotoionização selecionados para PGC28308 com valores máximos e mínimos. . . . .	59
Figura 25 – Modelos de fotoionização selecionados para ESO443-21 com valores máximos e mínimos. . . . .	60
Figura 26 – Modelos de fotoionização selecionados para IC1553 com valores máximos e mínimos. . . . .	61
Figura 27 – Resultados observacionais obtidos para ESO157-49. . . . .	72
Figura 28 – Resultados observacionais obtidos para ESO469-15. . . . .	73
Figura 29 – Resultados observacionais obtidos para PGC30591. . . . .	74
Figura 30 – Resultados observacionais obtidos para IC0217. . . . .	75
Figura 31 – Resultados observacionais obtidos para ESO544-27. . . . .	76
Figura 32 – Resultados observacionais obtidos para PGC28308. . . . .	77
Figura 33 – Resultados observacionais obtidos para ESO443-21. . . . .	78
Figura 34 – Resultados observacionais obtidos para IC1553. . . . .	79
Figura 35 – Modelos de fotoionização selecionados para ESO157-49 com valores percentuais de 25% e 75%. . . . .	81
Figura 36 – Modelos de fotoionização selecionados para ESO469-15 com valores percentuais de 25% e 75%. . . . .	82
Figura 37 – Modelos de fotoionização selecionados para PGC30591 com valores percentuais de 25% e 75%. . . . .	83
Figura 38 – Modelos de fotoionização selecionados para IC0217 com valores percentuais de 25% e 75%. . . . .	84
Figura 39 – Modelos de fotoionização selecionados para ESO544-27 com valores percentuais de 25% e 75%. . . . .	85
Figura 40 – Modelos de fotoionização selecionados para PGC28308 com valores percentuais de 25% e 75%. . . . .	86
Figura 41 – Modelos de fotoionização selecionados para ESO443-21 com valores percentuais de 25% e 75%. . . . .	87
Figura 42 – Modelos de fotoionização selecionados para IC1553 com valores percentuais de 25% e 75%. . . . .	88

# Lista de tabelas

Tabela 1 – Parâmetros das galáxias da amostra. . . . .	24
Tabela 2 – Coordenadas centrais nos dados do S <sup>4</sup> G e do MUSE para a amostra. . .	25
Tabela 3 – Parâmetros de entrada utilizados na elaboração dos modelos de fotoionização <i>DIG_HR</i> , por Flores-Fajardo et al. (2011). . . . .	51

# Lista de abreviaturas e siglas

3MdB	Mexican Million Models database
ANR	Razão amplitude-ruído
CSP	População estelar composta
DIG	Gás difuso ionizado
EW	Largura equivalente
GECKOS	Generalising Edge-on galaxies and their Chemical bimodalities, Kinematics, and Outflows out to Solar environments
HOLMES	HOT Low-Mass Evolved Stars
MUSE	Multi-Unit Spectroscopic Explorer
PA	Posição angular
S <sup>4</sup> G	Spitzer Survey of Stellar Structure of Galaxies
SNR	Razão sinal-ruído
SSP	População Estelar Simples
VLT	Very Large Telescope

# Lista de símbolos

$\text{\AA}$	Ångstrom
$\lambda$	Comprimento de onda
$n_e$	Densidade eletrônica
$\sigma_\lambda$	Dispersão de velocidade em unidades de comprimento de onda
$\sigma$	Dispersão de velocidade intrínseca ao objeto
$\sigma_{\text{obs}}$	Dispersão de velocidade observada
$D$	Distância em relação ao centro da Via Láctea
$z$	Distância perpendicular ao plano galáctico
$\rho$	Distância radial com relação ao centro da galáxia
$F$	Fluxo espectral
$\Phi_{\text{HOLMES}}$	Fluxo superficial médio de fótons ionizantes provenientes de estrela HOLMES
$\Phi_{\text{OB}}$	Fluxo superficial médio de fótons ionizantes provenientes de estrelas OB
$U$	Parâmetro de ionização
$r_{25}$	Raio isofotal
$T_e$	Temperatura eletrônica
$c$	Velocidade da luz

# Sumário

<b>1</b>	<b>INTRODUÇÃO</b>	<b>16</b>
1.1	Galáxias Espirais	16
1.2	Diferentes Fases do Gás	17
1.3	Fontes de Ionização	18
1.4	Trabalhos Anteriores	20
1.5	Este Trabalho	22
<b>2</b>	<b>AMOSTRA E PROCESSAMENTO DE DADOS</b>	<b>23</b>
2.1	Definição da Amostra	23
2.2	Definição dos Eixos	23
2.3	Etapas de Processamento	26
2.4	Parâmetros Calculados	29
2.4.1	Fluxo	29
2.4.2	Largura Equivalente	30
2.4.3	Brilho Superficial	31
2.4.4	Razões de Sinal-Ruído e Amplitude-Ruído	31
2.5	Remoção de Objetos de Campo	32
2.6	Filtro de Qualidade	32
<b>3</b>	<b>RESULTADOS E DISCUSSÕES</b>	<b>38</b>
3.1	Mapeando o DIG	38
3.2	Razões de linha	39
<b>4</b>	<b>COMPARAÇÃO COM MODELOS DE FOTOIONIZAÇÃO</b>	<b>48</b>
4.1	Cenário modelado	48
4.2	Parâmetros de Entrada	50
4.3	Relacionando Modelos com Observações	50
<b>5</b>	<b>CONCLUSÃO</b>	<b>62</b>
5.1	Sumário	62
5.2	Perspectivas Futuras	63
	Referências	65
	<b>APÊNDICE A – RESULTADOS OBSERVACIONAIS COMPLETOS</b>	<b>71</b>

APÊNDICE B – PERCENTIS DOS MODELOS DE FOTOIONIZAÇÃO . . . . .	80
---	----

# 1 Introdução

## 1.1 Galáxias Espirais

O conceito de galáxia é relativamente recente, tendo sido instituído há pouco mais de um século com o Grande Debate, no qual questionava-se sobre a nossa Galáxia ser ou não a totalidade do nosso Universo. Apenas anos mais tarde com Edwin Hubble, com a observação de Cefeidas presentes em Andrômeda (Hubble 1925), que se averiguou que a Via Láctea era apenas uma dentre milhões desses objetos encontrados no Universo. Assim, sabe-se hoje que galáxias são luminosos corpos extensos, compostos fundamentalmente por gás, poeira e estrelas. As nebulosas extragalácticas, como eram conhecidas à época, apresentam diferentes formatos e tamanhos, variando de pequenas galáxias irregulares a massivas galáxias elípticas ou espirais (Hubble 1926), e estudá-las é crucial para compreender a evolução do Universo.

O aspecto visual que distingue as galáxias espirais das demais são suas notórias estruturas espirais ocasionadas por perturbações de densidade. Essas estruturas apresentam uma maior densidade de material, contendo regiões de formação estelar ativa, e, portanto, maior concentração de estrelas jovens na região. Estes braços espirais podem ser vistos sempre que a galáxia estiver posicionada de frente para nós no céu, tal como mostra o desenho esquemático presente na Figura 1(a), e é dessa forma que usualmente conhecemos este tipo de galáxia. Nessa figura, tais estruturas estão representadas por linhas sólidas azuis claras, o bojo central pode ser visto em amarelo, e a região em roxo indica as regiões de gás difuso, localizadas entre os braços espirais. Outra característica interessante desses objetos é a presença de uma estrutura achatada tal como um disco, na região do plano galáctico, onde está reunida boa parte da matéria bariônica, como os braços espirais em meio a regiões difusas de gás. Tal estrutura tem sua borda perceptível apenas quando vemos estes objetos de lado no céu, como na Figura 1(b), onde é representada pela estrutura alongada central de cor azul clara, com o bojo sendo representado no centro em amarelo.

Assim, podemos ou não perceber nas galáxias os seus braços espirais ou disco, dependendo do ângulo de visada em que as observamos, favorecendo a análise de diferentes propriedades físicas. Visto que neste trabalho estamos interessadas em estudar a variação de alguns parâmetros com relação à distância ao plano, vamos utilizar galáxias espirais vistas de lado para esta finalidade.

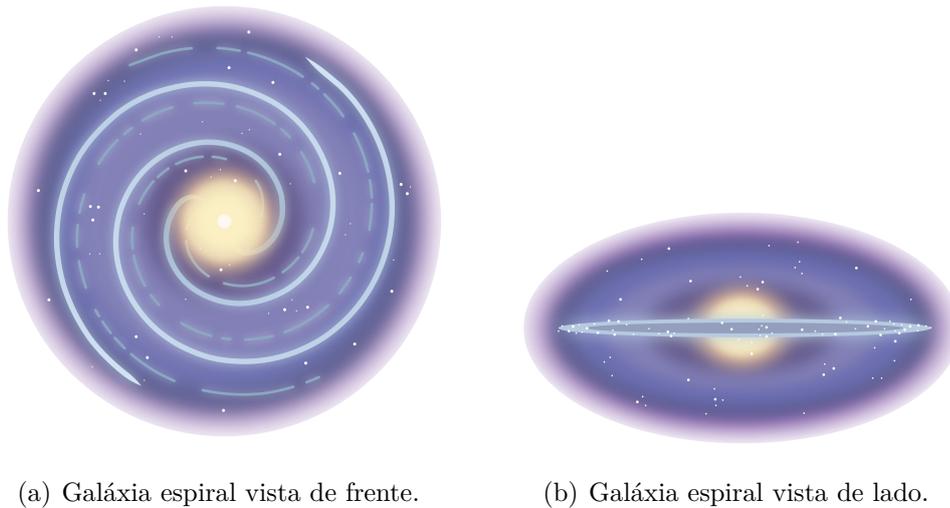


Figura 1 – Desenho esquemático de uma galáxia espiral com diferentes ângulos de visada. Em amarelo temos a região do bojo central, em azul claro, a estrutura dos braços espirais (à esquerda) e do disco (à direita), e em roxo, temos as regiões difusas de gás (à esquerda) e o halo da galáxia (à direita). Fonte: NASA 2023a; NASA 2023b.

## 1.2 Diferentes Fases do Gás

Para compreender o funcionamento de um sistema complexo, tal como uma galáxia, é necessário estudar as partes que o constituem. Dentre elas temos o gás, um importante componente do meio interestelar que permeia muitas galáxias, composto essencialmente por hidrogênio (aproximadamente 91% em número), hélio (9%), além dos demais elementos (0.1%) (Haffner et al. 2009), os quais podem ser detectados em diferentes estados de ionização. Além disso, este gás também pode possuir variadas temperaturas e densidades a depender da região da galáxia em que está situado.

Quando tratamos do gás morno (da ordem de  $10^4$  K) ionizado, existem duas fases típicas distintas por suas densidades que podemos detectar. A primeira delas é composta pelas regiões H II, denominadas assim dada a presença numerosa de hidrogênio ionizado. Essas regiões têm como diferencial a formação estelar ativa, dado o ambiente propício para tal – com maior densidade de nuvens massivas de gás molecular e poeira em seu interior, que tendem a se atrair gravitacionalmente até atingir um limite e colapsar, formando assim os núcleos estelares – e, por isso, nelas estão contidas boa parte das estrelas jovens existentes. São predominantemente encontradas nas galáxias espirais, localizadas ao longo dos seus braços espirais.

Por outro lado, temos aquelas de menor densidade, chamadas de meio ionizado morno (WIM, do inglês *warm ionized medium*) ao tratarmos da nossa Galáxia, ou de gás difuso ionizado (DIG, do inglês *diffuse ionized gas*) quando se trata de outras. O estudo dessas regiões é relativamente recente, e se iniciou quando Hoyle and Ellis (1963)

observaram evidências da presença de uma longa camada de hidrogênio ionizado acerca do plano Galáctico pela primeira vez, com densidade e temperatura da ordem de  $10^{-3}$   $\text{cm}^{-3}$  e  $10^4$  K, respectivamente. Tal ideia se solidificou com novas observações espectrais da Via Láctea das linhas de emissão de  $\text{H}\alpha$  e  $[\text{N II}]$  (Reynolds et al. 1973), e também em outras galáxias (Dettmar 1990; Walterbos and Braun 1994) com imageamento em  $\text{H}\alpha$  e  $[\text{S II}]$ . Com isso, concluiu-se que o DIG não se restringe apenas ao disco, entre os braços espirais, podendo também ser encontrado na região extraplanar. Diferentemente das regiões  $\text{H II}$ , o DIG não apresenta grande presença de estrelas jovens, sendo assim permeado majoritariamente por estrelas em estágios evolutivos mais avançados.

Para fins ilustrativos, temos na Figura 2 a localização das diferentes regiões de gás mencionadas aqui em galáxias espirais quando vistas de lado (NGC2683) e de frente (NGC1566), respectivamente. Na galáxia à esquerda, não vemos diretamente as regiões  $\text{H II}$ , mas apenas o acúmulo de matéria na região do plano onde estão localizadas. Já à direita, podemos identificar as regiões  $\text{H II}$  como sendo as estruturas avermelhadas presentes ao longo dos braços espirais. Tais estruturas apresentam esta coloração devido à forte detecção da linha da série de Balmer  $\text{H}\alpha$  (6563 Å), resultado do cascadeamento de um elétron do nível  $n = 3$  para  $n = 2$  ao se recombinar a um átomo de hidrogênio presente no gás.

### 1.3 Fontes de Ionização

Após discutir as diferentes regiões de gás morno ionizado, é interessante desvendar quem está por trás dessa ionização. Ao contrário das regiões  $\text{H II}$ , o processo de ionização no DIG não é completamente compreendido, não havendo ainda consenso na literatura. Diversas fontes ionizantes foram propostas, tais como choques (Dopita and Sutherland 1995), turbulências (Minter and Spangler 1997), reconexão magnética (Raymond 1992), espalhamento por poeira (Reynolds and Cox 1992), entre outros. No entanto, neste trabalho iremos considerar a ionização proveniente da emissão de fótons ionizantes por dois tipos de estrelas: jovens e evoluídas de baixa massa.

Para que possamos assimilar como acontece a ionização por fótons emitidos por estrelas, precisamos antes discutir brevemente sobre como as propriedades estelares variam de acordo com os seus estágios evolutivos. Estrelas não são seres biológicos, mas é costumeiro falar sobre os seus processos de “nascimento” e “morte”. Dadas condições necessárias de densidade e temperatura, nuvens de gás e poeira se aglomeram em decorrência da força gravitacional, até atingirem tamanho suficiente para colapsar, fragmentando-se em pedaços para, então, iniciar a fusão nuclear em seus interiores, dando assim origem ao que conhecemos por aglomerados de estrelas. Neles, formam-se estrelas de mesma composição química mas com distintas massas, característica essa que será determinante

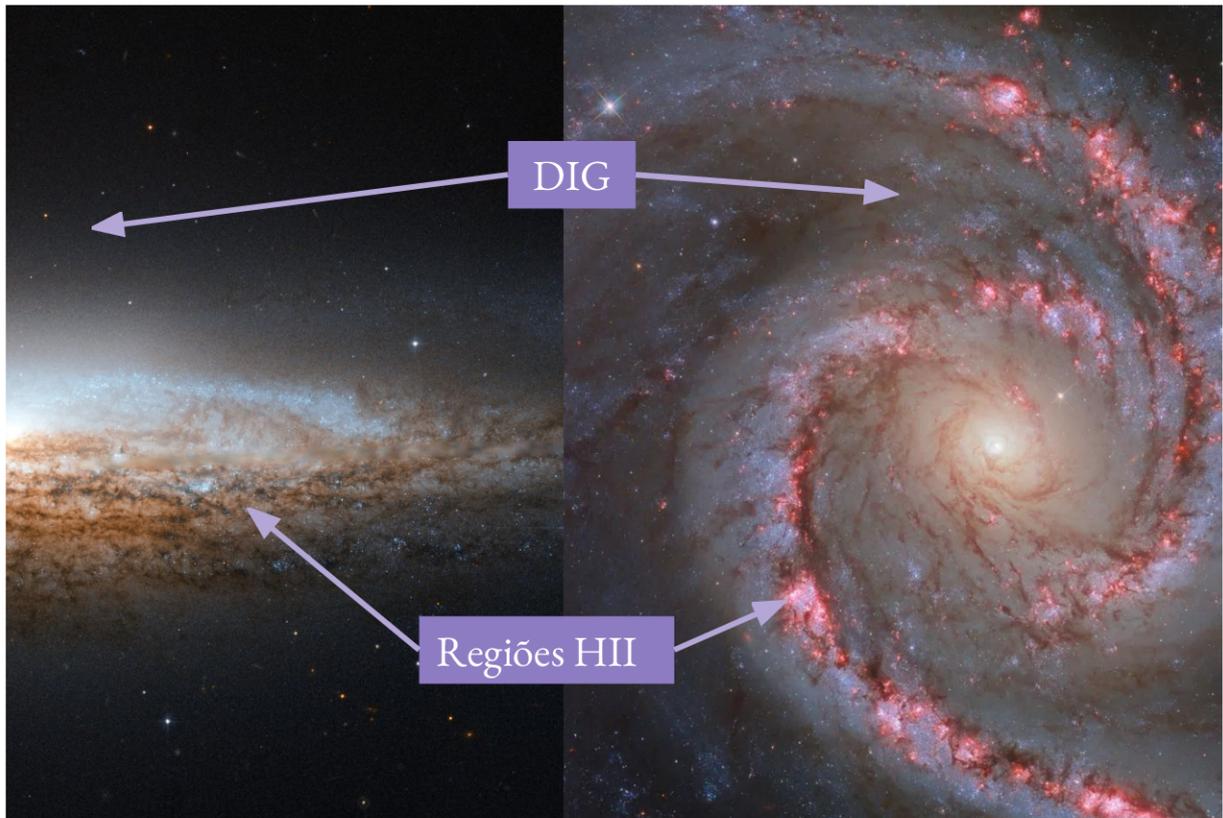


Figura 2 – Localização das regiões de gás com maior e menor densidade (regiões H II e DIG, respectivamente) em galáxias espirais vistas de lado (NGC2683, à esquerda) e de frente (NGC1566, à direita) Fonte: NASA (2012), NASA (2023c).

para a sua trajetória evolutiva. Além da massa inicial da estrela, algumas propriedades físicas dependem estritamente do estágio evolutivo em que ela se encontra, tais como sua temperatura superficial e luminosidade (Kippenhahn and Weigert 1994).

Com a formação de um aglomerado, estrelas nascidas de uma mesma nuvem iniciam sua trajetória evolutiva pertencendo ao grupo da sequência principal, na qual as estrelas passarão um longo período de sua vida. Aquelas consideradas massivas, chamadas de estrelas do tipo O e B, são estrelas muito quentes e luminosas, e muito menos abundantes no Universo – são formadas em menor quantidade quando comparadas às estrelas de baixa massa, além de deixarem esse estágio evolutivo mais rapidamente que as demais. (Salpeter 1955). Por conta disso, são encontradas principalmente em regiões de formação estelar e, com sua elevada temperatura, produzem fótons energéticos responsáveis por ionizar o gás ali presente. Aqueles fótons que não foram absorvidos dentro das regiões H II, no entanto, conseguem escapar da nebulosa, podendo então ionizar as camadas mais externas do gás, como o DIG extraplanar.

Estrelas de baixa massa, por outro lado, são muito mais numerosas e apresentam um aumento significativo da temperatura superficial ao atingirem seus estágios evolutivos finais, devido à exposição de seus núcleos. Estas se tornam ainda mais quentes que estrelas

OB, emitindo, portanto, fótons muito energéticos. Denominadas HOLMES (do inglês *HOT Low-Mass Evolved Stars*; Flores-Fajardo et al. 2011), contemplam todos os objetos de baixa massa evoluídos que são capazes de ionizar, sendo assim um termo não restritivo apenas às estrelas que atingiram o estágio após o ramo assintótico das gigantes (Stasińska et al. 2022). Incluem-se, por exemplo, estrelas presentes no núcleo das nebulosas planetárias e pré-anãs brancas quentes (Flores-Fajardo et al. 2011). Por também serem encontradas em grande quantidade fora das regiões de formação estelar, tal como fora do plano galáctico, onde não há presença significativa de estrelas OB, podem ter papel relevante na ionização do meio interestelar. Com isso, em combinação com o escape de fótons ionizantes vindos das regiões H II, consideramos também as HOLMES como fortes candidatas à ionização do DIG extraplanar.

## 1.4 Trabalhos Anteriores

Com o seu estudo iniciado há pouco mais de meio século na Via Láctea, através de detecções em rádio (Hoyle and Ellis 1963), a detecção do DIG em outras galáxias aconteceu apenas algumas décadas mais tarde, por meio de imageamento profundo em H $\alpha$  (Dettmar 1990). Assim, a descoberta de sua existência e a constatação de que apresentava características tão diferentes daquelas observadas nas regiões H II (Haffner et al. 2009) serviu de alerta para estudos que utilizam dados com baixa resolução espacial (Zurita et al. 2000). Isto porque alguns parâmetros físicos são calculados assumindo que o espectro é proveniente apenas de regiões de formação estelar, ou seja, a contribuição do DIG não é considerada, levando a diagnósticos incorretos. Em Vale Asari et al. (2019), por exemplo, vemos que desconsiderar o efeito do DIG nas medidas de linhas de emissão implica em valores de metalicidade e taxa de formação estelar enviesados, podendo se acentuar a depender da massa estelar ou taxa de formação estelar das galáxias analisadas.

Dessa forma, é interessante utilizar dados com melhores resoluções espaciais para distinguir regiões de DIG, como a espectroscopia de campo integral. Tendo isso em vista, muitos estudos da última década utilizaram dados de grandes *surveys* como MaNGA e CALIFA na análise do DIG extraplanar. Jones et al. (2017), por exemplo, devido à baixa luminosidade de galáxias espirais vistas de lado, realizaram o procedimento de soma de pedaços de mesma faixa estreita de altura de 49 galáxias do MaNGA em função da distância ao plano médio. Devido às galáxias possuírem diferentes tamanhos e diferentes *redshifts*, utilizaram três diferentes métodos de normalização da altura. Dentre suas principais observações, temos que apenas algumas galáxias tiveram [O II] e H $\alpha$  detectáveis a longas distâncias, com curvas de brilho superficial achatadas, indicando assim uma possível mudança de fonte de aquecimento, tais como estrelas HOLMES, choques ou *inflows*. Também dividiram sua amostra de acordo com diferentes propriedades galácticas, detectando assim variações no DIG extraplanar presente no disco externo e no halo

galáctico, por exemplo, ao observarem um brilho superficial de linhas de emissão no disco e no halo para galáxias com alta taxa específica de formação estelar. A razão  $[N II]/H\alpha$  também se mostrou crescente com relação à distância ao plano, assim como observado na literatura. Por fim, também observaram que a amostra se distribui em diferentes regiões dos diagramas BPT (Baldwin–Phillips– Terlevich; (Baldwin et al. 1981)), indicando que as propriedades do DIG extraplanar variam com as propriedades da galáxia.

Levy et al. (2019) utilizam 25 galáxias do CALIFA para estudar as propriedades e cinemática do DIG extraplanar com relação à altura galáctica, mas levando em consideração também as variações radiais. Neste estudo, observaram com a cinemática de  $H\alpha$  que pouco mais da metade da amostra teve uma diminuição na velocidade de rotação com relação à altura galáctica. Através da análise de diagramas diagnóstico de razões de linha, também confirmaram o característico aumento das razões  $[S II]/H\alpha$  e  $[N II]/H\alpha$  com relação à altura ao plano no DIG extraplanar. No entanto, chegaram à conclusão de que o mecanismo dominante de ionização do DIG extraplanar consiste apenas por escape de fótons oriundos de regiões de formação estelar.

Também analisando galáxias do MaNGA, em Postnikova and Bizyaev (2023) temos uma metodologia semelhante de soma espectral, no qual investigam em 239 galáxias vistas de lado a dependência dos parâmetros de massa estelar, luminosidade em  $H\alpha$  e taxa específica de formação estelar com relação à distância ao plano, a fim de investigar as possíveis fontes ionizantes do DIG fora do plano. Aqui, realizam a soma espectral não apenas com base na altura visual entre os píxeis, mas também baseado na massa estelar total, na luminosidade em  $H\alpha$  dentro de um raio efetivo na banda  $R$  e na taxa específica de formação estelar. Também comparam os resultados observacionais com modelos de fotoionização e de ionização por choques, provenientes da base de dados 3MdB. Comparando a grade de modelos com os diagramas diagnóstico em sua análise, identificaram a crescente contribuição das estrelas HOLMES com relação à distância ao plano para todas as galáxias, sobretudo também com o aumento da massa estelar. Além da combinação entre as estrelas jovens OB e as HOLMES descreverem a ionização do gás observada, identificaram inclusive que ondas de choque podem contribuir para a ionização em galáxias massivas. Por fim, as fontes ionizantes consideradas entre galáxias de diferentes taxas de formação estelar específica variam significativamente.

Estudos que utilizam dados de alta resolução espacial ao invés de grandes amostras de galáxias para fins estatísticos também estão presentes na análise do DIG extraplanar. Rautio et al. (2022) analisaram cinco galáxias próximas vistas de lado com dados de imageamento em  $H\alpha$  e cubos de dados do MUSE, a fim de compreender a relação entre o DIG extraplanar e a formação estelar encontrada no plano, bem como entender sua cinemática. Em sua análise, identificaram que galáxias com maior taxa de formação estelar específica apresentam um DIG extraplanar mais estendido, bem como uma forte relação

entre a formação estelar no plano e o DIG fora dele. Através das medidas de gradientes verticais de velocidade, identificaram que a velocidade diminui com a altura. Através de diagramas BPT e mapas de dispersão de velocidade, encontraram regiões altamente localizadas cuja ionização proveniente de uma mistura entre choques e estrelas OB. Além disso, utilizaram diagramas diagnóstico e mapas de largura equivalente de  $H\alpha$  a fim de procurar por regiões plausíveis por ionização por HOLMES e choques. Apesar dos mapas em  $H\alpha$  indicarem as estrelas OB como principais fontes ionizantes do DIG extraplanar, encontraram também regiões cujas ionizações podem ser proveniente da combinação entre estrelas OB e HOLMES, ou mesmo de estrelas OB e choques para todas as galáxias, indicando dessa forma que HOLMES e choques podem atuar de maneira determinante, mesmo que localmente, no DIG extraplanar. Concluíram, enfim, que é necessário o estudo envolvendo modelos que considerem diferentes mecanismos de ionização para que seja possível explicar completamente a ionização e origem do DIG extraplanar.

## 1.5 Este Trabalho

Neste estudo temos como objetivo analisar o comportamento de diferentes parâmetros, provenientes de medidas de linhas de emissão, com relação à distância ao plano galáctico. Para tal, analisamos dados de espectroscopia de campo integrado com alta resolução espacial de oito galáxias espirais vistas de lado, das quais cinco foram também analisadas em Rautio et al. (2022), juntamente de modelos teóricos de fotoionização, a fim de compreender as fontes ionizantes responsáveis pelo DIG extraplanar. Apesar da amostra parcialmente em comum com Rautio et al. (2022), destacam-se como principais diferenciais do nosso trabalho a comparação de resultados observacionais com modelos de fotoionização, bem como a análise do comportamento de razões de linhas de emissão com relação à altura. No Capítulo 2, vamos apresentar a amostra de galáxias estudada, bem como os dados utilizados e suas respectivas etapas de processamento. No Capítulo 3 discutiremos os resultados obtidos através das medidas observacionais. A relação entre dados observacionais e os modelos de fotoionização será tratada no Capítulo 4. Por fim, o Capítulo 5 fecha com as considerações finais e as perspectivas futuras do nosso trabalho.

# 2 Amostra e Processamento de Dados

## 2.1 Definição da Amostra

A nossa amostra é composta por oito galáxias espirais do universo local vistas de lado (Figura 3), observadas pelo instrumento *Multi-Unit Spectroscopic Explorer* (MUSE) (Bacon et al. 2010), um espectrógrafo de campo integral desenvolvido para o *Very Large Telescope* (VLT) do European Southern Observatory (ESO). Esse instrumento observa na faixa da luz visível, e tem como principal característica o seu amplo campo de visão com alta resolução espacial proveniente da óptica adaptativa (Leibundgut et al. 2019). Conhecidos como cubo de dados, os dados espectroscópicos de campo integral consistem em dados tridimensionais – duas das dimensões nos fornecem informações espaciais do campo observado, com cada ponto equivalendo a um pixel em uma imagem, e a terceira consiste no espectro daquele ponto espacial, resultando no que chamamos de *spaxel*.

Os objetos foram observados utilizando o modo de campo amplo (do inglês *Wide Field Mode* – WFM), no qual o campo de visão é de  $1 \times 1$  arcmin<sup>2</sup> com *spaxel* de área de  $0.2 \times 0.2$  arcsec<sup>2</sup>, cobrindo de 4750 a 9300 Å. Com exceção da galáxia IC0217, que teve três exposições, os demais objetos tiveram quatro exposições de 2624s, totalizando aproximadamente 3 horas de exposição por galáxia. Estes dados foram obtidos por Comerón et al. (2019), em que estuda-se a cinemática dos discos espessos dessas galáxias, e se encontram públicos, os quais baixamos diretamente do arquivo do ESO.

Selecionados a partir de uma amostra de 70 galáxias do *Spitzer Survey of Stellar Structure of Galaxies* (S<sup>4</sup>G; Sheth et al. 2010) analisadas em Comerón et al. (2012), esses objetos foram escolhidos por serem observáveis no hemisfério sul e possuírem um raio isofotal menor do que 60", isto é, a distância média em relação ao centro da galáxia em que o brilho superficial cai a 25 mag arcsec<sup>-2</sup> (Comerón et al. 2019). A tabela 1 apresenta, da esquerda pra direita, alguns parâmetros dos objetos estudados: o nome da galáxia; a posição angular (PA); raio isofotal ( $r_{25}$ ); a velocidade de recessão em relação ao Sol ( $V_r$ ); a distância (D) em relação ao centro da Via Láctea; e, por fim, o avermelhamento  $E(B - V)$  devido ao meio interestelar da Via Láctea.

## 2.2 Definição dos Eixos

Um parâmetro de extrema relevância para este trabalho é a determinação do centro galáctico dos objetos. Isso porque, para que possamos medir a altura de um dado ponto em relação ao plano, é necessário estabelecer antes a origem do nosso sistema de

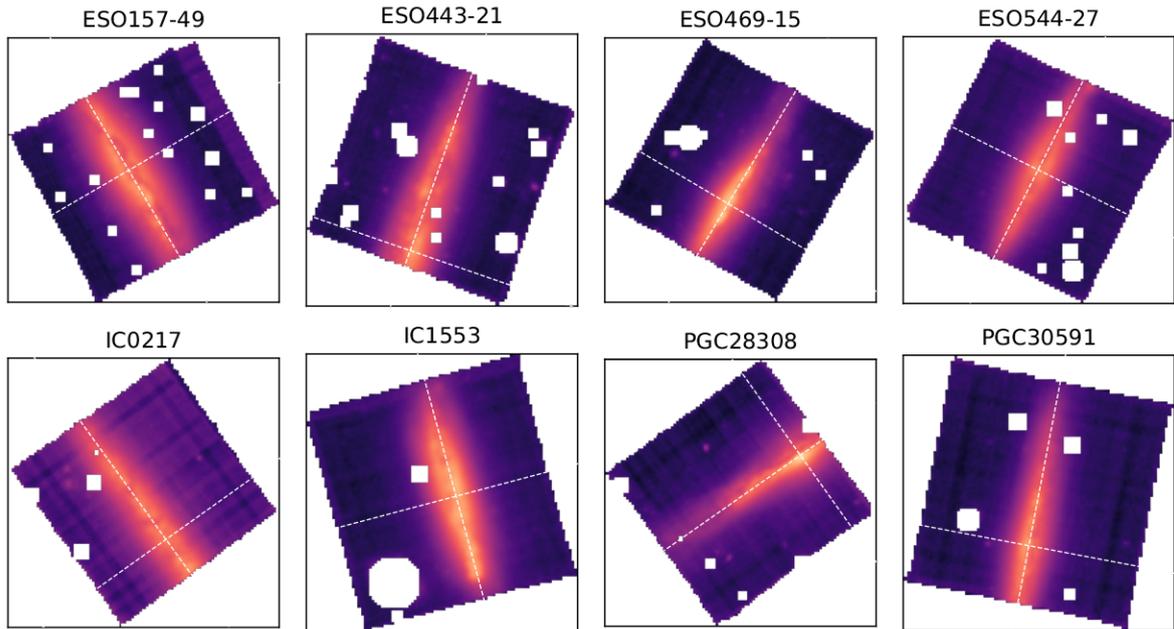


Figura 3 – Mapas de fluxo no comprimento de onda 5635 Å dos cubos de dados do MUSE da nossa amostra, com mapa de cor artificial. As linhas tracejadas brancas indicam os eixos paralelo e perpendicular ao plano de cada galáxia, e os espaços em branco são regiões mascaradas que continham objetos externos à amostra, tais como estrelas e outras galáxias (ver seção 2.5).

Nome	PA (deg)	$r_{25}$ (")	$V_r$ (km s $^{-1}$ )	$D$ (Mpc)	$E(B - V)$ (mag)
ESO 157-49	30.4	52.1	1678.	22.11	0.0070
ESO 443-21	160.8	36.9	2819.	39.19	0.0913
ESO 469-15	149.2	55.9	1636.	24.48	0.0255
ESO 544-27	153.3	46.5	2454.	35.76	0.0254
IC 0217	35.7	59.9	1890.	27.74	0.0222
IC 1553	15.0	40.5	2935.	43.40	0.0153
PGC 28308	125.2	59.9	2719.	37.39	0.0434
PGC 30591	169.2	45.4	2028.	27.19	0.0959

Tabela 1 – Parâmetros dos objetos da amostra. Em cada coluna, da esquerda para a direita, temos o nome da galáxia, sua posição angular em graus (Salo et al. 2015), seu raio isofotal em segundos de arco (Comerón et al. 2012), sua velocidade heliocêntrica em km s $^{-1}$ , sua distância em relação ao centro Galáctico em Mpc, e o seu avermelhamento em magnitudes (Schlegel et al. 1998). Tanto  $V_r$  quanto  $D$  foram retirados de de Vaucouleurs et al. (1991).

coordenadas, definido para cada objeto individualmente. A informação que tínhamos acesso era com respeito aos dados do S<sup>4</sup>G (retirados diretamente de Salo et al. 2015), portanto era preciso encontrar qual seria a coordenada equivalente para os cubos de dados do MUSE, procedimento este que foi realizado por Natalia Vale Asari. Primeiramente,

foi necessário converter as coordenadas digitais para as celestiais, para que fosse possível traçar curvas contornando regiões de mesma luminosidade na imagem do S<sup>4</sup>G (linhas brancas tracejadas presentes no painel esquerdo da Figura 4) e assim projetá-las na imagem próxima da banda  $z$ , obtida integrando os espectros dos cubos de dados do MUSE na janela de  $8900 \pm 100 \text{ \AA}$  (painel direito da Figura 4). Com isso, foram escolhidas de 3 a 4 estrelas (ou centro de galáxias próximas) que estão presentes em ambas as imagens, para então medir suas posições utilizando o DAOSStarFinder, comando do algoritmo DAOFIND (Stetson 1987), que mede o centroide exato de cada objeto em cada uma das imagens. Com isso, criou-se uma matriz de transformação de coordenadas do Spitzer para as do MUSE, e enfim obtiveram-se as coordenadas centrais (em pixels) de cada galáxia no cubo do MUSE. Na Tabela 2, temos as coordenadas centrais de ambos os bancos de dados para toda a amostra.

Nome	S <sup>4</sup> G		MUSE	
	$x_c$	$y_c$	$x_c$	$y_c$
ESO 157-49	594.67	767.96	48.88	53.905
ESO 443-21	604.74	782.0	38.147	20.299
ESO 469-15	669.26	711.88	48.584	39.025
ESO 544-27	280.93	283.64	51.718	51.598
IC 0217	274.17	283.35	62.989	35.092
IC 1553	625.97	733.74	53.026	48.252
PGC 28308	467.23	790.02	78.812	69.324
PGC 30591	599.86	301.68	43.062	29.011

Tabela 2 – Coordenadas do pixel central de cada uma das galáxias nos dados do S<sup>4</sup>G e do MUSE, respectivamente.

Com os *spaxels* centrais calculados, podemos definir dois eixos ao longo dos quais variam dois parâmetros que serão recorrentemente citados em nosso trabalho: a distância com relação ao plano ( $z$ ) e com relação ao centro galáctico ponderado pelo raio isofotal ( $\rho/r_{25}$ ). Assim, definimos o eixo  $x$ , ao longo do qual determinamos a distância radial  $\rho$  da galáxia, utilizando a seguinte equação:

$$a_x = (x - x_c) \cdot \tan \theta_{\text{PA}} + y_c, \quad (2.1)$$

que traça uma reta ao longo do plano galáctico. Já o eixo  $y$ , aquele que determina a distância ao plano, é definido por:

$$a_y = (y - x_c) \cdot \tan (\theta_{\text{PA}} + \pi/2) + y_c, \quad (2.2)$$

e traça uma reta perpendicular ao plano galáctico. Em ambas as equações,  $x_c$  e  $y_c$  são as coordenadas espaciais do *spaxel* central do cubo de dados, e  $\theta_{\text{PA}}$  é a posição angular

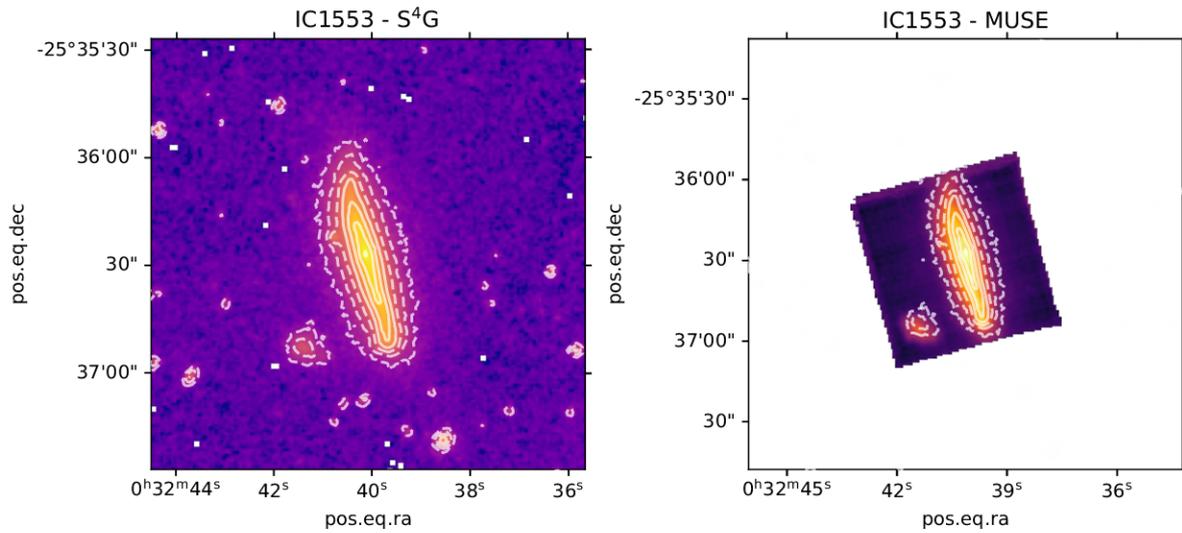


Figura 4 – Imagens da galáxia IC1553, cujos painéis à esquerda e à direita são, respectivamente, do IRAC/S<sup>4</sup>G (em 3.6  $\mu\text{m}$ ), e próxima da banda z do MUSE, com as coordenadas de declinação e ascensão reta descritas nos eixos. Em linhas tracejadas brancas estão os contornos de regiões de mesmo brilho.

da galáxia convertida para radianos. Tendo em vista que os objetos aqui tratados são galáxias espirais vistas de lado, a disposição dos eixos paralelo e perpendicular ao plano pode não ser muito clara. Para uma melhor visualização e compreensão, temos a Figura 5 contendo os mapas do fluxo da janela de normalização centrada em 5635  $\text{\AA}$  para cada galáxia como uma imagem de referência, seguido dos mapas de cor com a variação de  $z$  e  $\rho/r_{25}$ , respectivamente, onde em todos os painéis estão esboçados os eixos paralelo e perpendicular ao plano.

## 2.3 Etapas de Processamento

A observação das galáxias aqui estudadas, bem como a redução e combinação dos seus respectivos cubos de dados, foram feitas por Comerón et al. (2019). Ainda que a resolução espacial dos dados do MUSE seja alta, nem sempre a qualidade dos espectros de cada *spaxel* é boa o suficiente para extrair as informações necessárias. Isso pode ocorrer devido ao curto tempo de exposição, ao tipo de objeto observado (como galáxias com baixa luminosidade ou muito distantes), ou às condições atmosféricas no momento da observação. Para lidar com tais contratempos e obter espectros menos ruidosos, podemos realizar a binagem espacial do cubo, que consiste em recriá-lo com novos *spaxels* cujos fluxos são resultantes da soma de *spaxels*. Para este trabalho, os cubos de dados da amostra foram binados em  $4 \times 4$ , ou seja, o espectro de cada *spaxel* final é resultante da soma de dezesseis *spaxels* iniciais.

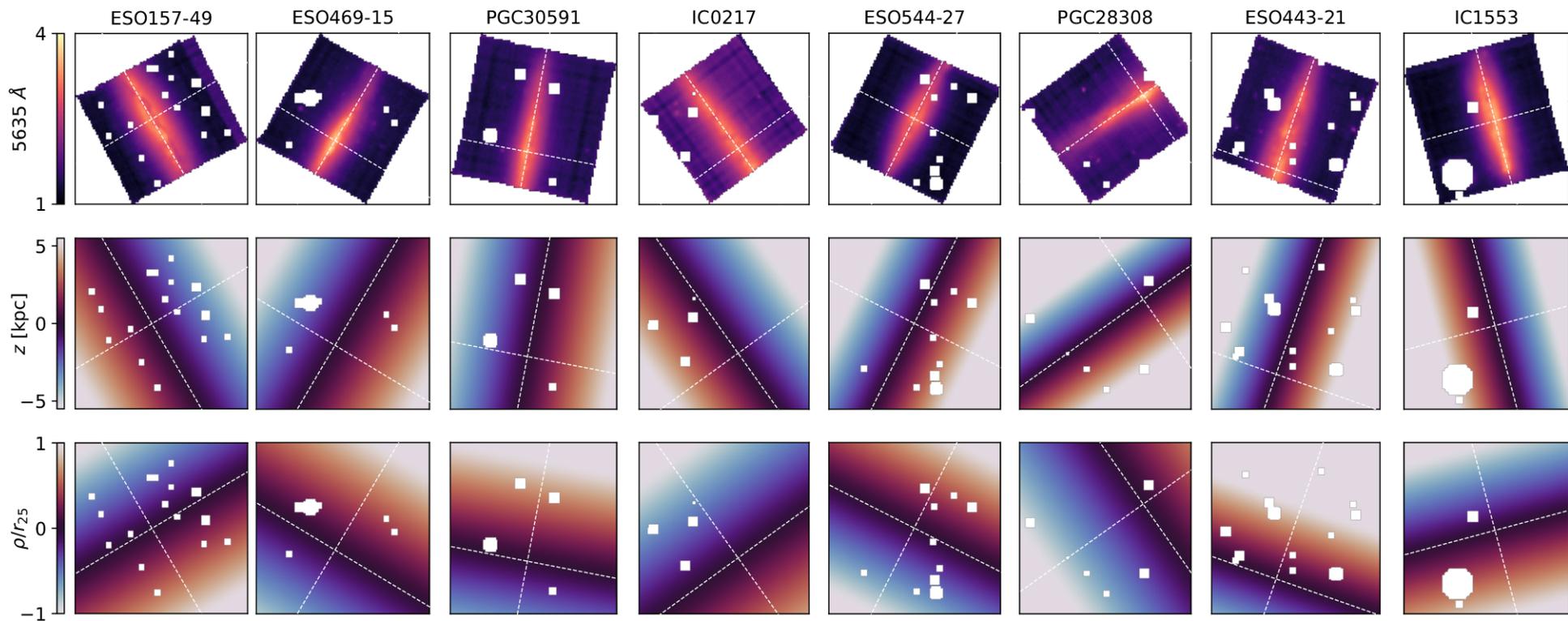


Figura 5 – Cada coluna de painéis contém mapas de diferentes parâmetros referentes a um mesmo objeto. De cima para baixo, temos os mapas de fluxo na janela ao redor de 5635 Å, seguido dos mapas de cores representando a variação da altura com relação ao plano  $z$  e com relação ao centro galáctico ponderado pelo raio isofotal do objeto  $\rho/r_{25}$ , respectivamente. Em linhas tracejadas brancas, temos os eixos paralelo e perpendicular ao plano galáctico dos objetos.

A próxima etapa de pré-processamento consiste na síntese de população estelar utilizando o código STARLIGHT (Cid Fernandes et al. 2005), tendo em vista que queremos estudar a emissão de luz proveniente do gás. O STARLIGHT é um programa escrito em Fortran 77 que utiliza do método de Markov Chain Monte Carlo para encontrar a melhor combinação linear de espectros de populações estelares simples (do inglês *Simple Stellar Populations* – SSPs) ou de populações estelares compostas (do inglês *Composite Stellar Populations* – CSPs). Assim, o espectro sintético resultante representa o contínuo estelar que melhor descreve o espectro observado (curvas amarela e preta, respectivamente, presentes no painel superior da Figura 6). Realizamos estes ajustes na faixa espectral de 4650 à 9350 Å, e para tal utilizamos a versão de 2016 da base espectral de CSPs modeladas por Bruzual and Charlot (2003)<sup>1</sup>, com a função inicial de massa de Chabrier (2003), a combinação das bibliotecas estelares MILES (Falcón-Barroso et al. 2011) e STELIB (Le Borgne et al. 2003) para comprimentos de onda maiores e menores do que 7135 Å, respectivamente, e as trajetórias evolutivas ‘Padova (1994)’ (Girardi et al. 1996).

Subtraindo o espectro observado do sintético, após passarmos pelo STARLIGHT, obtemos enfim a contribuição nebular na qual estamos interessadas, como consta no painel inferior da Figura 6. Assim, podemos medir o fluxo das linhas de emissão provenientes do gás através do ajuste de curvas gaussianas, utilizando o programa DOBBY (Flórido 2018). DOBBY é um programa de código aberto em PYTHON que foi desenvolvido com o intuito de medir, especialmente, o fluxo de linhas de emissão fracas de espectros extragalácticos. Para realizar o ajuste, o programa considera os vínculos cinemáticos entre linhas provenientes de um mesmo íon (que podem ou não ser utilizados, mas que, em caso positivo, prioriza a física por trás do processo) e entre razões de linhas, além de efetuar o ajuste de um pseudo-contínuo no espectro residual. É necessário fornecer, além do espectro residual, o espectro sintético e de erro, o tipo de modelo gaussiano escolhido e a dispersão de velocidades instrumental ( $\sigma_{\text{inst}}$ ) da linha de emissão a ser medida. Como dados de saída, temos as medidas dos fluxos ( $F$ ) e larguras equivalentes ( $EW$ ) das linhas de emissão, dispersão de velocidades intrínseca ( $\sigma$ ) e observada ( $\sigma_{\text{obs}}$ ), velocidade sistêmica ( $v_o$ ) e a curva de pseudocontínuo.

A fim de otimizar a visualização e manipulação dos dados resultantes de todas essas etapas, utilizamos dois dos módulos da biblioteca PYCASSO<sup>2</sup> (Cid Fernandes et al. 2013; de Amorim et al. 2017): módulo de escrita, responsável por montar um novo cubo de dados reunindo os arquivos de saída do STARLIGHT e do DOBBY, juntamente das informações originais; e módulo de leitura, que estrutura e lê os arquivos gerados, facilitando a manipulação dos mesmos.

<sup>1</sup> Disponível em [https://www.bruzual.org/bc03/Updated\\_version\\_2016/](https://www.bruzual.org/bc03/Updated_version_2016/).

<sup>2</sup> DOBBY e PYCASSO2 estão disponíveis em <https://github.com/galaxias-ufsc/pycasso2>.

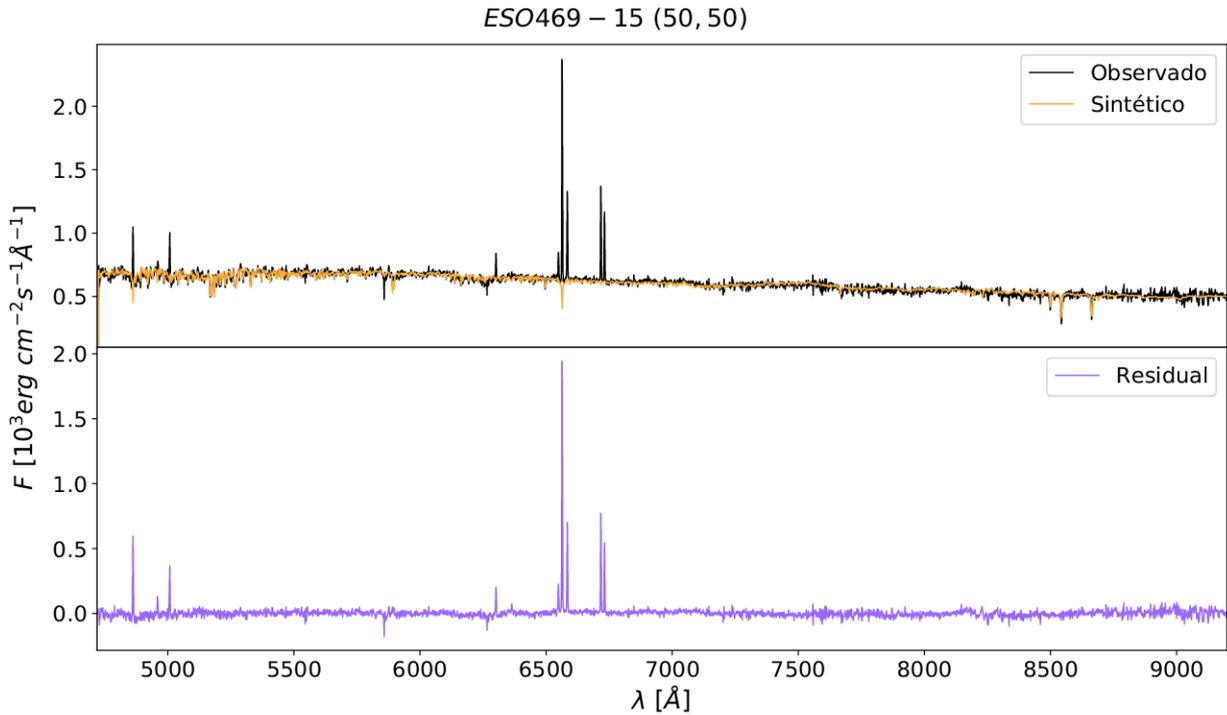


Figura 6 – Gráfico dos fluxos ( $F$ ) por comprimento de onda  $\lambda$  ( $\text{\AA}$ ) do *spaxel* (50, 50) da galáxia ESO469-15. Em amarelo e preto temos os espectros sintético e observado (painel superior), e em roxo, o residual (painel inferior).

## 2.4 Parâmetros Calculados

A partir dos dados espectroscópicos calculamos medidas de nosso interesse manualmente ou através do programa DOBBY. A seguir, vamos explicitar como estes parâmetros foram calculados.

### 2.4.1 Fluxo

A medida do fluxo  $F$  das linhas de emissão no espectro nebuloso é a nossa principal ferramenta investigativa, especialmente para o cálculo da razão entre os fluxos de linhas de emissão.  $F$  é definido como sendo a energia emitida por unidade de tempo e por unidade de área, e o calculamos com o auxílio do DOBBY, que o faz ajustando uma curva Gaussiana (Flórido 2018). Sendo assim, quando descrita em termos de velocidades é definida como:

$$G \equiv A \exp \left[ \frac{(v - v_0)^2}{2\sigma_{\text{obs}}^2} \right], \quad (2.3)$$

em que  $A$  é a amplitude da linha,  $v_0$  é a velocidade central da linha e  $\sigma_{\text{obs}}$ , a dispersão de velocidade observada. A velocidade  $v$  consiste na velocidade medida da linha, e é obtida a partir do deslocamento do seu comprimento de onda observado  $\lambda$  com relação ao padrão  $\lambda_0$ , ou seja, aquele em que esperaríamos observar a linha se sua medida fosse feita em um

laboratório terrestre. Esse efeito consiste no efeito Doppler da luz, e, para velocidades não-relativísticas, temos que:

$$v = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} c, \quad (2.4)$$

em que  $c$  é a velocidade da luz. Para o cálculo de  $\sigma_{\text{obs}}$ , temos:

$$\sigma_{\text{obs}} = \sqrt{\sigma^2 + \sigma_{\text{inst}}^2}, \quad (2.5)$$

onde  $\sigma$  e  $\sigma_{\text{inst}}$  são, respectivamente, as dispersões de velocidade intrínseca e instrumental da linha em questão. Transformando  $\sigma_{\text{obs}}$  em unidades de comprimento de onda ( $\sigma_\lambda$ ), obtemos:

$$\sigma_\lambda = \frac{\sigma_{\text{obs}} \lambda}{c}. \quad (2.6)$$

Por fim, ao calcularmos a integral de (2.3) na variável  $v$ , obtemos o fluxo da linha ajustada:

$$F = A \sigma_\lambda \sqrt{2\pi}, \quad (2.7)$$

sendo  $F$ ,  $\sigma_\lambda$  e  $v_0$  os parâmetros ajustados pelo DOBBY. Dessa forma, a amplitude da linha é obtida invertendo essa relação:

$$A = \frac{F}{\sqrt{2\pi} \sigma_\lambda}. \quad (2.8)$$

### 2.4.2 Largura Equivalente

Nem sempre quando uma linha apresenta o fluxo medido elevado (no caso de linhas de emissão) implica necessariamente em ser uma linha forte, pois isso depende diretamente da relação entre o fluxo da linha com o do contínuo espectral ao seu redor. Assim, uma forma de averiguarmos a intensidade relativa de uma linha é medindo a sua largura equivalente ( $EW(\lambda)$ ). O conceito por trás de  $EW(\lambda)$  consiste em calcular qual seria a largura de um retângulo de altura igual a do contínuo espectral, de modo que sua área fosse equivalente à área da linha. Esta medida também é realizada pelo programa DOBBY,  $EW(\lambda)$  e é dada por:

$$EW(\lambda) = \int \frac{F}{C_\lambda} d\lambda, \quad (2.9)$$

onde  $F$  e  $C_\lambda$  são os fluxos da linha no comprimento de onda  $\lambda$  e do contínuo espectral ao seu redor, respectivamente, de modo a inferirmos qual seria o contínuo exatamente na região da linha.

### 2.4.3 Brilho Superficial

O brilho superficial  $\Sigma_\lambda$  em um comprimento de onda específico de um objeto consiste na sua densidade de luminosidade emitida por unidade de área do *spaxel*. Assim, temos que:

$$\Sigma_\lambda = \frac{L_\lambda}{A_{\text{spaxel}}}. \quad (2.10)$$

### 2.4.4 Razões de Sinal-Ruído e Amplitude-Ruído

O espectro observado é gerado pelo espalhamento da luz pelo espectrógrafo e a absorção desses fótons por parte das fibras que os levam aos CCDs presentes nos telescópios. Dessa forma, quanto maior a quantidade de fótons absorvidos com uma dada energia, maior o sinal espectral em um determinado comprimento de onda. No entanto, assim como qualquer medida eletrônica, a ausência de sinal não implica em necessariamente ausência de medida – ainda temos o ruído de fundo, causado pelo próprio instrumento e outras fontes de ruído. Assim, é interessante que ao realizarmos nossas medidas, estas tenham sinal superior ao ruído espectral, de maneira a serem interpretáveis.

A fim de considerar apenas as medidas cujo sinal seja suficientemente maior do que o ruído, vamos aqui utilizar duas relações: sinal-ruído (SNR, do inglês *signal-to-noise ratio*) e amplitude-ruído (ANR, do inglês *amplitude-to-noise ratio*). A primeira tem sua definição baseada no conceito de telecomunicações, e é calculada como em Vale Asari et al. (2019) por ser válida para linhas fracas (Rola and Pelat 1994):

$$\text{SNR} = \frac{F}{N\sqrt{6\sigma_\lambda\Delta\lambda}}, \quad (2.11)$$

em que  $F$  é o fluxo,  $\lambda$  é o comprimento de onda da linha em questão,  $\sigma_\lambda$  é a dispersão de velocidade observada em unidades de comprimento de onda calculada em (2.6), com o passo  $\Delta\lambda \equiv 1 \text{ \AA}$ . O ruído é chamado por  $N$ , definido como valor quadrático médio (do inglês *root mean square* – RMS) e é obtido pelo DOBBY para uma região do espectro residual próximo da linha de emissão.

Já a segunda relação tem como objetivo comparar a amplitude da Gaussiana ajustada com o ruído  $N$ . Assim, para calcular ANR utilizamos  $A$  calculada em (2.8), de modo que:

$$\text{ANR} = \frac{A}{N}, \quad (2.12)$$

## 2.5 Remoção de Objetos de Campo

Ainda que haja grandes espaços entre os astros ao longo do Universo, eventualmente nos deparamos com alguns objetos localizados próximos ou entre nós e nossos alvos investigativos, projetados no céu. Ou seja, precisamos averiguar se tudo aquilo que está presente nos nossos dados faz parte daquilo que queremos analisar, para que não sejam feitas interpretações equivocadas.

O trabalho para detectar tais “intrusos” em nossos dados foi completamente manual, e consistiu em procurarmos em mapas de diversos parâmetros algo que nos indicasse a presença de estrelas ou outras galáxias não pertencentes à amostra. Dentre esses parâmetros estão alguns dados de saída do STARLIGHT, como a soma ( $\Sigma F$ ) e a média ( $\bar{F}$ ) do fluxo observado, o fluxo na janela de normalização centrada no comprimento de onda 5635 Å ( $F_{5635}$ ), o mapa de atenuação por poeira ( $A_V$ ), a dispersão de velocidades estelar ( $\sigma_*$ ) e a velocidade sistêmica ( $v_0$ ). Na Figura 7, as regiões circuladas em branco são aquelas a serem mascaradas na galáxia ESO544-27, por apresentarem alguma variação indicando a existência de um objeto intruso. Tais variações seriam valores destoantes das suas proximidades identificadas em pelo menos mais de um mapa, sem apresentar um gradiente, indicando assim ser algo que não faz parte da galáxia analisada. Após detectá-los, definimos as coordenadas do *spaxel* central do objeto a ser mascarado e o respectivo raio necessário para cobri-lo, criando assim máscaras de área circular que serão aplicadas na leitura dos cubos de dados de cada galáxia.

## 2.6 Filtro de Qualidade

Para interpretar as medidas realizadas, é necessário antes estabelecer critérios para avaliar a qualidade das mesmas, a fim de obtermos resultados de boa qualidade. O primeiro critério estabelecido foi de trabalharmos com medidas cuja SNR fosse maior do que 3, pois assim teríamos medidas com bom sinal relativo ao ruído de fundo, além de também incluir em nossa análise algumas linhas fracas que não costumam apresentar grandes valores de SNR. No entanto, isso não se mostrou suficiente, pois, para algumas razões de linha, detectávamos valores que excediam os valores físicos aceitáveis.

Em especial, temos a razão  $[\text{N II}]\lambda 5755/[\text{N II}]\lambda 6584$ , que nos motivou a adicionar um novo critério para a filtragem de *spaxels*. Com a difícil detecção da linha fraca  $[\text{N II}]\lambda 5755$ , medir essa razão de linhas é de grande interesse, pois nos permitiria medir diretamente a temperatura eletrônica do gás. Apesar do entusiasmo por aparentemente apresentar um

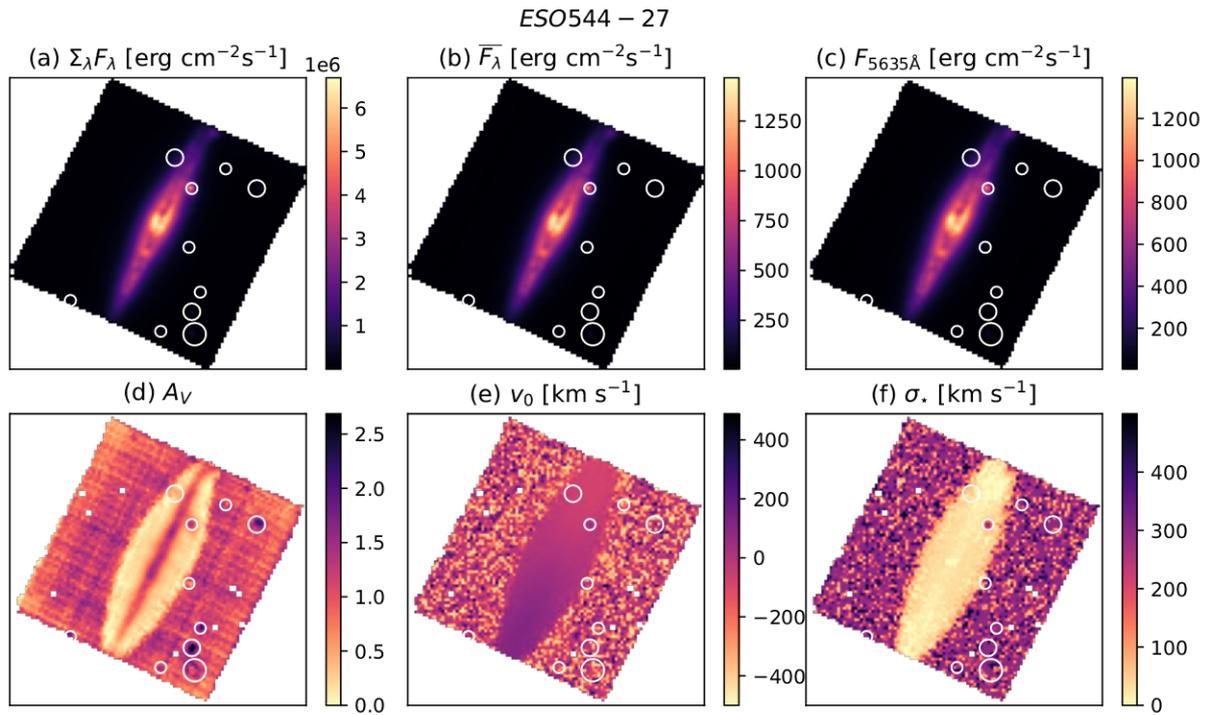


Figura 7 – Mapas de alguns parâmetros utilizados para a identificação de objetos intrusos em nossos dados para a galáxia ESO544-27. Em (a) e (b) temos o mapa da soma e da média do fluxo observado, em (c) temos o fluxo na janela de normalização centrada no comprimento de onda 5635 Å, em (d) temos a atenuação por poeira, em (e) temos a velocidade sistêmica e em (f), a dispersão de velocidades estelar.

padrão de comportamento com relação à  $z$ , identificamos através do uso da ferramenta PYNEB (Luridiana et al. 2015) que os valores dessa razão de linha eram muito maiores do que o previsto para regiões com temperaturas eletrônicas típicas de regiões H II e DIG. Na Figura 8, mostramos com a linha horizontal tracejada preta o valor máximo aceitável para esta razão de linha, onde as demais curvas mostram o comportamento da mesma com relação à temperatura eletrônica  $T_e$  para diferentes densidades eletrônicas  $n_e$ . Mesmo ao considerarmos nebulosas muito quentes, essa curva possui comportamento assintótico para  $n_e \leq 10^3 \text{ cm}^{-3}$ , nos levando a considerar como valores físicos aceitáveis apenas os menores do que  $-1,0$  para esse quociente de linhas. Checamos o ajuste da linha [N II]  $\lambda 5755$  feito pelo DOBBY a fim de compreender o porquê de estarmos obtendo tais valores não-físicos, e assim identificamos que mesmo com a linha indetectável o ajuste era realizado pelo programa. Com isso, as medidas realizadas possuíam valores que não representavam o fluxo real, que deveria ser muito baixo por se tratar de uma linha de emissão fraca, implicando em valores incorretos da razão de linha.

Com isso, decidimos incorporar um novo critério de corte, utilizando a razão amplitude-ruído (ANR) maior do que 3. Esses dois critérios foram suficientes para grande parte das linhas de emissão que trabalhamos, mas não para [N II]  $\lambda 5755$ . Sendo assim, com

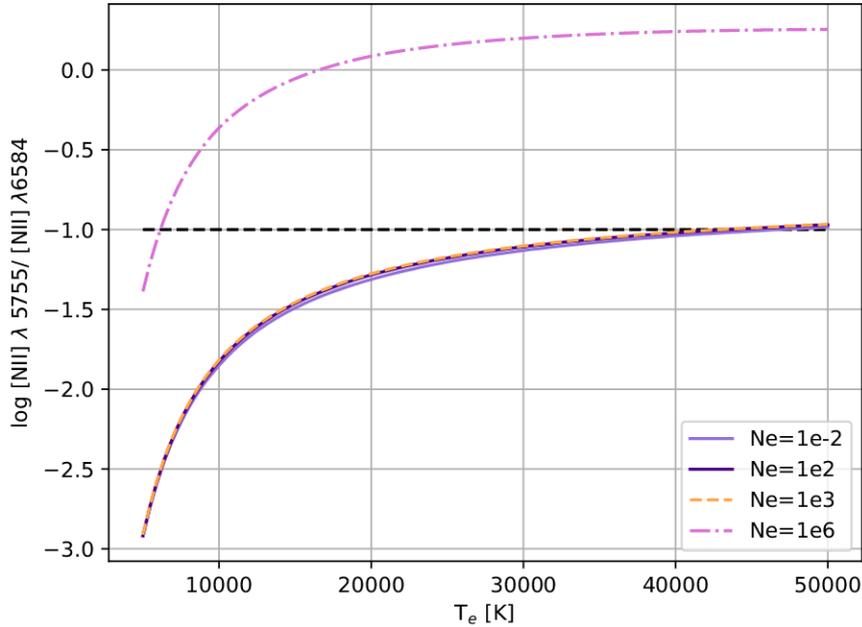


Figura 8 – Gráfico com as curvas da razão de linhas  $[N II]\lambda 5755/[N II]\lambda 6584$  contra a temperatura eletrônica ( $T_e$ ) para diferentes densidades eletrônicas ( $n_e$ ). A linha horizontal tracejada nos indica a linha de corte para valores físicos aceitáveis.

a ajuda da Katia Slodkowski Clerici, implementamos um critério que foi utilizado por ela em sua pesquisa, na qual trabalhou com medidas de linhas fracas de espectros somados de galáxias a fim de determinar abundâncias químicas. Tal critério, que chamaremos aqui de razão específica, é restrito para a linha  $[N II]\lambda 5755$ , e consiste em calcular o quociente entre o fluxo médio na janela de  $5755 \pm 2 \text{ \AA}$  com o de  $5781 \pm 2 \text{ \AA}$ , de modo que apenas quando obtivermos valores maiores ou iguais a 2 é que considerariamos que, de fato, a linha de  $[N II]\lambda 5755$  é detectável. Ainda assim, apesar de retirar alguns pontos de má qualidade, constatamos que para esse quociente em especial não seria o suficiente, dado os pontos restantes ainda apresentarem valores mais altos do que o fisicamente aceitável, resultado da detecção incorreta da linha. Como um exemplo temos a Figura 9, na qual mostramos para a galáxia ESO469-15 um recorte do espectro de um *spaxel* sobrevivente aos três critérios aplicados, onde as curvas sólidas preta e roxa indicam as curvas espectrais observada e sintética, respectivamente, e as linhas tracejadas em amarelo indicam a posição dos comprimentos de onda, da esquerda para a direita, de 5755, 5781 e 6584  $\text{\AA}$ . Aqui, claramente não há uma linha de emissão em  $\lambda 5755$ , no entanto SNR, ANR e a razão específica atingem valores superiores aos seus respectivos critérios de corte, como está indicado no canto superior direito.

Na Figura 10 podemos ver a quantidade de pontos restantes para a razão de  $[N II]\lambda 5755/[N II]\lambda 6584$  para cada galáxia ao filtrarmos apenas com SNR (primeira e

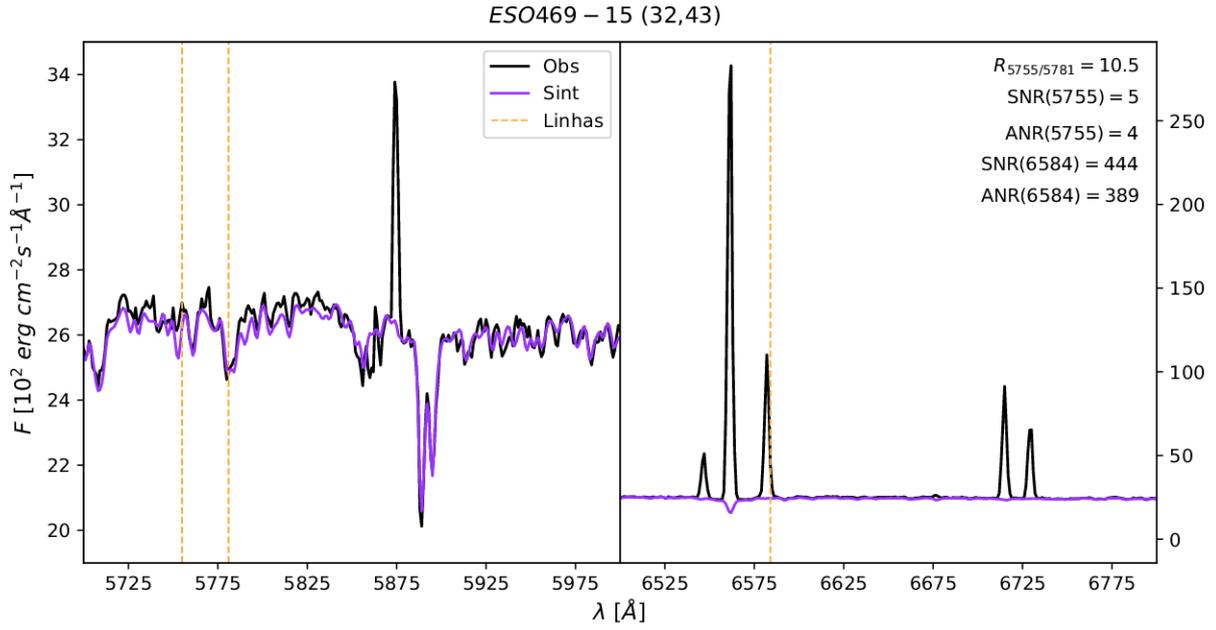


Figura 9 – Corte espectral de um *spaxel* da galáxia ESO469-15 nas regiões das linhas de [N II] em 5755 e 6584 Å. As curvas sólidas em preto e roxo são os espectros observado e sintético, respectivamente, e a curva tracejada amarela indica a localização dos comprimentos de onda 5755, 5781 e 6584, respectivamente. No canto superior direito do painel esquerdo temos os valores referente às linhas de 5755 Å e 6584 Å para a razão específica e os quocientes de sinal-ruído e amplitude-ruído, respectivamente.

terceira coluna de painéis) e utilizando todos os critérios descritos (segunda e quarta coluna). Os pontos indicam o valor medido da razão de linha  $[\text{N II}]\lambda 5755/[\text{N II}]\lambda 6584$  para um dado *spaxel* de altura  $z$ , cuja cor indica a razão  $\rho/r_{25}$ . No canto inferior direito de cada painel temos a identificação da galáxia seguido da proporção de *spaxels* presentes no painel com relação ao número total para o objeto em questão. A linha tracejada preta indica o valor máximo fisicamente possível do quociente analisado, ou seja, valores acima da reta não são valores físicos aceitáveis. Nessa figura, podemos ver que mesmo após todos os critérios de filtragem utilizados, temos um número considerável de medidas que extrapolam o limite físico, além de não conter uma quantia robusta de *spaxels* a serem analisados. Dessa forma, descartamos a análise dessa razão de linha, e aplicamos os critérios de filtragem por SNR e ANR para todas as demais análises de razões de linha.

As razões envolvendo a linha de  $[\text{O II}]\lambda 7325^2$ , por exemplo, também apresentaram alguns valores incoerentes, que foram detectados quando comparamos com os modelos de fotoionização. Nesse caso, ao checarmos os espectros, observamos que, apesar da linha estar bem ajustada, o problema se encontrava no pseudo-contínuo. Dada a quantidade

<sup>2</sup> Resultado da transição entre os níveis 2p 2d do átomo de Oxigênio uma vez ionizado, ao redor de 7325 Å não há apenas uma linha de [O II], mas sim um quadrupletto, com linhas nos respectivos comprimentos de onda: 7318, 7320, 7329 e 7330 Å.

de espectros para cada uma das galáxias, consideramos adequado utilizar os critérios de ANR e SNR para toda a nossa análise, diminuindo assim a quantidade de pontos cujas medidas excedam os valores fisicamente aceitáveis.

Em suma, neste trabalho vamos analisar oito galáxias espirais vistas de lado observadas pelo MUSE/VLT. Os dados foram obtidos por Comerón et al. (2019), responsável também por reduzi-los. Relacionando as coordenadas dos dados S<sup>4</sup>G com os cubos do MUSE, pudemos obter as coordenadas centrais das galáxias nos cubos, nos permitindo assim realizar as medidas de altura  $z$  e raio  $\rho$  com relação ao centro galáctico. As etapas de pré-processamento realizadas por nós consistem na síntese de população estelar e na medida de parâmetros provenientes das linhas de emissão utilizando, respectivamente, STARLIGHT e DOBBY. Em nosso critério de qualidade, consideramos apenas medidas com SNR e ANR maiores ou iguais a 3. Mostramos, ainda, como calculamos parâmetros como fluxo, largura equivalente, brilho superficial e as relações de filtragem de sinal-ruído e amplitude-ruído. Também explicamos nosso critério para remoção de objetos “intrusos”, e, por fim, descrevemos o critério de qualidade estabelecido, bem como os problemas encontrados com algumas linhas de emissão. A seguir, vamos apresentar os resultados obtidos e suas respectivas interpretações.

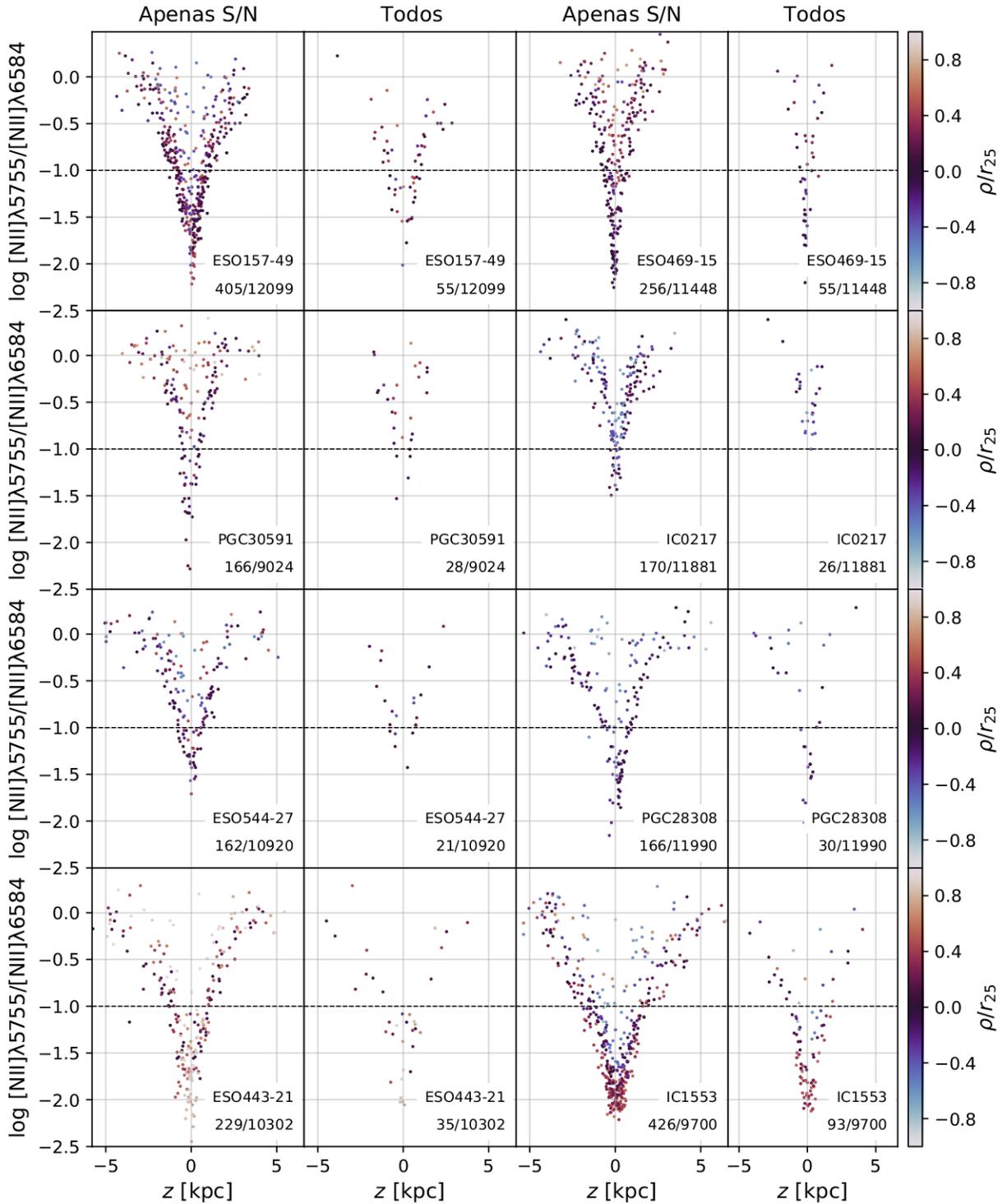


Figura 10 – Razão entre os fluxos das linhas de  $[\text{N II}]\lambda 5755$  e  $[\text{N II}]\lambda 6584$  com relação à distância ao plano  $z$  para toda a amostra. Os pontos estão coloridos com relação à razão entre a distância ao centro galáctico  $\rho$  e o raio isofotal  $r_{25}$ , e as frações nos cantos inferiores direito de cada painel sinalizam a quantidade de pontos plotados com relação ao número total. A linha tracejada preta indica o valor de corte baseado no PYNEB. Assim, vemos que os painéis da primeira e terceira coluna, onde o único critério de filtragem é  $\text{SNR} \geq 3$ , possuem muito mais pontos do que os painéis da segunda e quarta coluna, onde utilizamos os critérios de SNR, ANR e o da razão entre a janela de  $5 \text{ \AA}$  ao redor de  $5755$  e de  $5781 \text{ \AA}$ .

# 3 Resultados e Discussões

## 3.1 Mapeando o DIG

Para que possamos analisar o DIG é necessário antes distingui-lo das demais regiões do gás, e para isso utilizamos a medida de alguns parâmetros provenientes da linha de emissão por recombinação  $H\alpha$ . Muito utilizada na literatura, o brilho superficial em  $H\alpha$  ( $\Sigma_{H\alpha}$ ) é uma das medidas espacialmente resolvidas que podem nos indicar que estamos observando regiões de diferentes densidades de gás ionizado (como em Zhang et al. 2017; Zurita et al. 2000), associando a intensa emissão em  $H\alpha$  com as fases de maior densidade de gás. Na segunda linha da Figura 11 temos mapas de  $\Sigma_{H\alpha}$  para cada uma das galáxias, indicando que a região de maior densidade de luminosidade está no plano galáctico, caindo conforme aumenta a distância  $z$ . Assim, o que observamos está de acordo com o esperado, visto que as regiões H II concentram-se ao longo do plano das galáxias espirais, além da região extraplanar ser permeada por menor densidade de matéria.

No entanto, utilizar este critério para distinguir entre regiões H II e DIG não é muito adequado. Como discutido em Lacerda et al. (2018),  $\Sigma_{H\alpha}$  depende do quanto de matéria está presente ao longo do ângulo de visada, podendo causar uma interpretação enganosa como confundir uma zona “mais profunda” composta puramente por DIG com uma região de formação estelar. Isto porque, com uma sobreposição de regiões de DIG, a luminosidade em  $H\alpha$  aumentará, mas dividiremos pela mesma área, resultando em valores de  $\Sigma_{H\alpha}$  maiores do que o esperado para regiões de gás difusas. Quando tratamos especialmente de galáxias espirais, temos esse problema sendo mais acentuado na região do bojo. Como solução, em Lacerda et al. (2018) foi proposto o critério baseado na largura equivalente de  $H\alpha$  ( $EW(H\alpha)$ ), o qual fornece uma interpretação consistente independente do elemento de área no qual é medido. Partindo da hipótese de que a nebulosa e sua fonte ionizante estão na mesma região observada, a justificativa é de que, ao contrário do critério anterior, a  $EW(H\alpha)$  não é afetada com a sobreposição de regiões de DIG, pois em casos como este tanto o fluxo da linha quanto o contínuo espectral irão aumentar proporcionalmente, resultando em valores conforme o diagnóstico esperado.

Tratando especificamente de galáxias espirais vistas de lado, esperamos detectar gás ionizado de baixa densidade fora do plano, enquanto que na região planar esperamos detectar regiões de maior densidade de gás e poeira. Com isso, conforme o estudo citado, interpretamos que regiões com valor de  $EW(H\alpha)$  menor do que 3 Å como sendo regiões de DIG cuja ionização é proveniente de estrelas HOLMES (hDIG), e regiões com valor maior do que 14 Å como sendo predominante, mas não exclusivamente, ionizadas por complexos de formação estelar (SFc). Valores entre 3 e 14 Å indicam uma mistura de

regimes atuantes (mDIG), contemplando aqueles anteriormente citados e escape de fótons advindos de regiões H II. Tais considerações, entretanto, dependem de tanto a fonte ionizante quanto a nebulosa estarem contidas no mesmo espectro.

Na terceira linha de painéis da Figura 11 temos mapas de  $EW(H\alpha)$  para a nossa amostra, e neles vemos que quase todas as galáxias apresentam valores superiores a  $14 \text{ \AA}$  ao longo do plano galáctico, caindo conforme se distancia do plano. Ainda que haja tal decréscimo, temos a predominância de valores maiores do que  $3 \text{ \AA}$  para toda a amostra, indicando que, segundo o critério utilizado, mesmo na região extraplanar não temos ionização causada apenas por estrelas HOLMES, mas sim uma combinação de mecanismos ionizantes. Em especial, para as galáxias IC1553, ESO443-21 e ESO469-15 temos valores elevados de  $EW(H\alpha)$  além do plano, em que esta última exhibe regiões com valores superiores aos encontrados na região do disco galáctico.

O mesmo pode ser observado na Figura 12, onde temos a relação entre  $EW(H\alpha)$  presente no eixo vertical e a distância  $z$ , no horizontal, com os pontos coloridos pela razão  $\rho/r_{25}$ . Aqui, vemos que a maioria apresenta comportamento bem definido de declínio da  $EW(H\alpha)$  conforme o módulo de  $z$  aumenta, mas não o suficiente para atingir valores menores do que  $3 \text{ \AA}$ . Já as galáxias anteriormente citadas apresentam aumento dos valores de  $EW(H\alpha)$  mesmo em regiões extraplanares, sem um padrão de comportamento entre si, com valores superiores a  $14 \text{ \AA}$  ao longo de toda a sua extensão. Além disso, podemos ver que nas galáxias IC1553 e ESO157-49 apresentam valores distintos com relação à distância radial, com valores de  $EW(H\alpha)$  maiores para valores positivos de  $\rho/r_{25}$  e menores, para os negativos.

## 3.2 Razões de linha

Além do hidrogênio, conseguimos identificar diversos outros elementos químicos presentes em um gás através da detecção de suas linhas espectrais características. A partir disso, calculando razões entre os fluxos de linhas de emissão de diferentes íons ou átomos, é possível analisar alguns parâmetros físicos. Aqui iremos discutir algumas dentre as diversas razões de linha medidas, destacando aquelas que apresentaram comportamentos interessantes ou que possuem maior relevância para o estudo do DIG extraplanar. As demais medidas realizadas podem ser encontradas no Apêndice A, onde cada figura contém todos os painéis realizados para uma mesma galáxia.

A variação no comportamento de razões entre linhas colisionais proibidas, como  $[S \text{ II}]\lambda\lambda 6716, 6731$  e  $[N \text{ II}]\lambda 6584$ , e  $H\alpha$ , por exemplo, pode nos indicar a variação na temperatura eletrônica ( $T_e$ ), especialmente quando analisadas juntas. Isto porque cada uma dessas linhas possui diferentes dependências com relação à  $T_e$ , sendo possível compreender melhor este parâmetro físico. Quando se trata do DIG, essas razões de linha apresentam

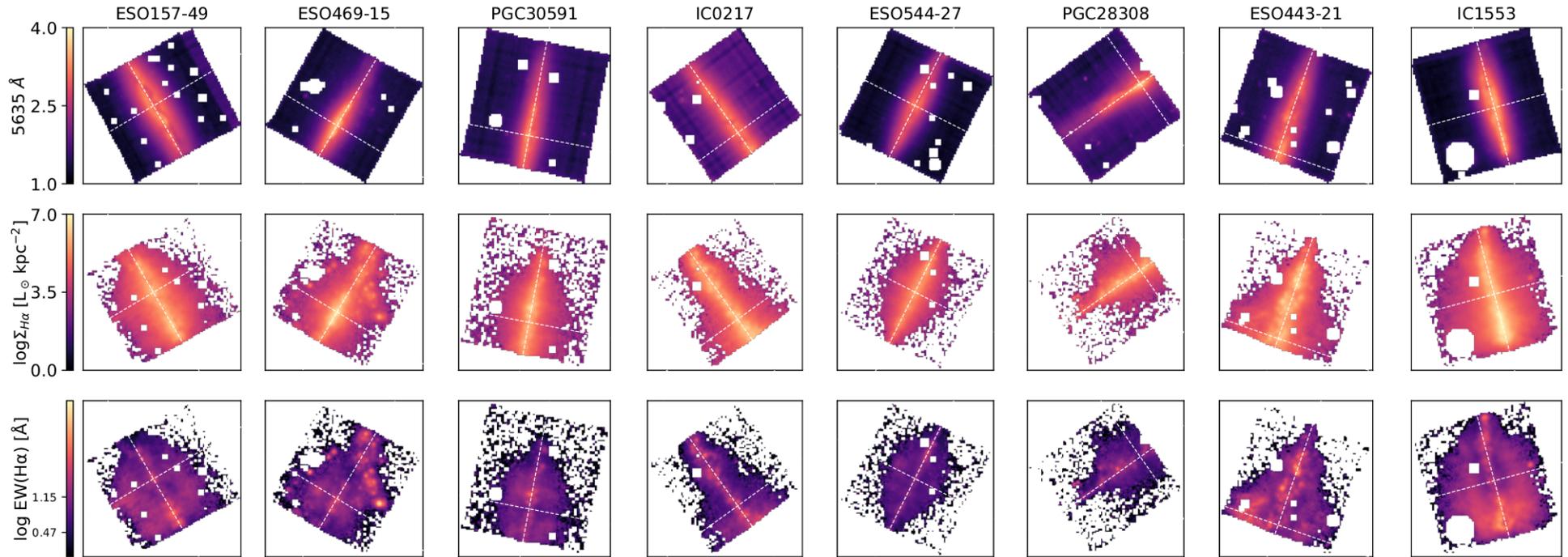


Figura 11 – Mapas de diferentes parâmetros para toda a amostra, ordenado da esquerda para a direita com relação à distância  $D$  do objeto. De cima para baixo, temos mapas de fluxo no comprimento de onda  $5635 \text{ \AA}$ , brilho superficial em  $H\alpha$  ( $\Sigma_{H\alpha}$ ) e da largura equivalente em  $H\alpha$  ( $EW(H\alpha)$ ). As linhas brancas tracejadas indicam os eixos paralelo e perpendicular ao plano de cada objeto. Segundo Lacerda et al. (2018), quando  $EW(H\alpha) < 3 \text{ \AA}$ , temos regiões cuja ionização é dominada por HOLMES, enquanto que para  $EW(H\alpha) > 14 \text{ \AA}$ , temos regiões com ionização predominantemente devido a complexos de formação estelar.

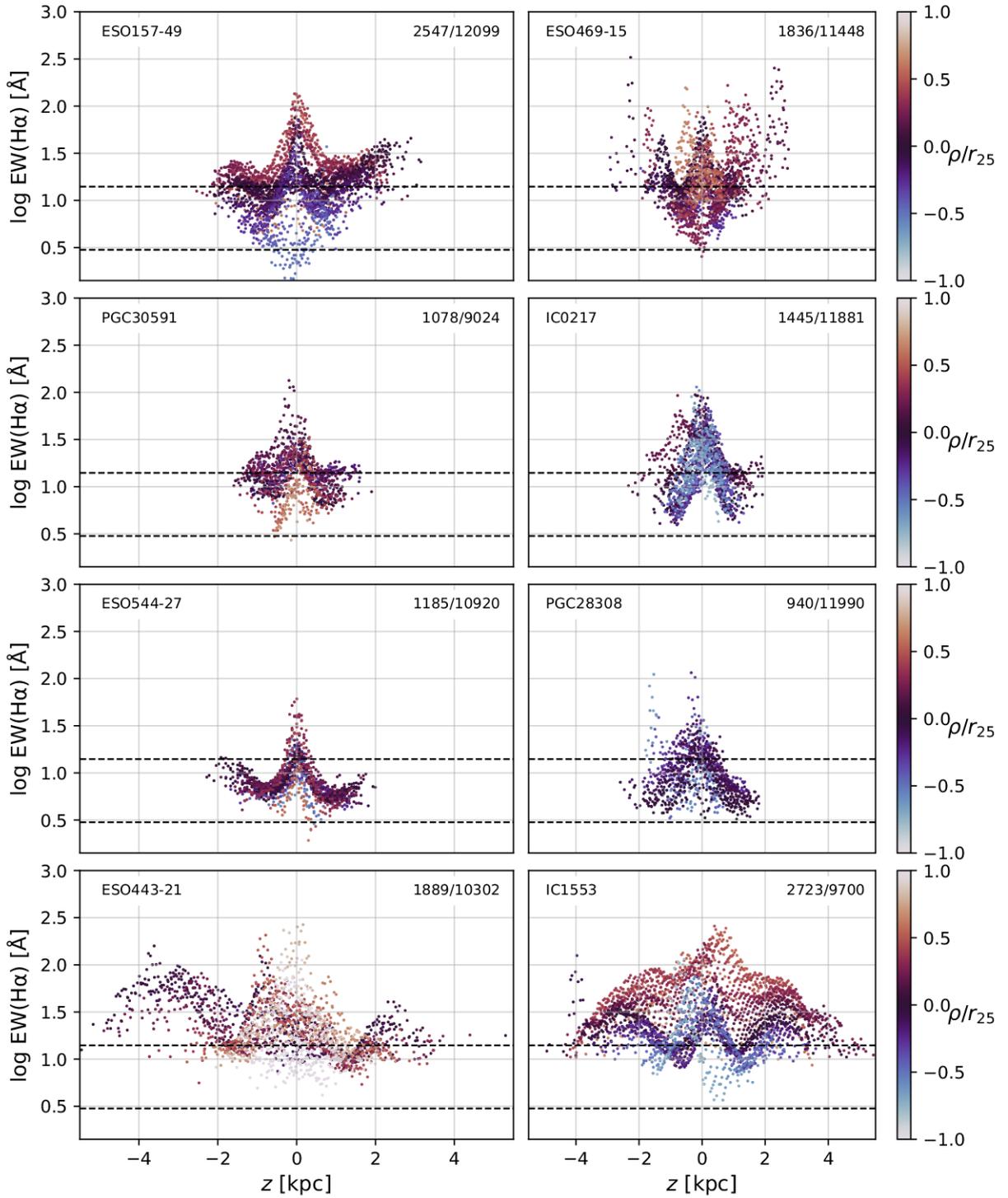


Figura 12 – Painéis para cada uma das galáxias da amostra, identificadas no canto interno superior esquerdo, cujos eixos  $x$  e  $y$  apresentam, respectivamente, a medida largura equivalente de  $H\alpha$  ( $EW(H\alpha)$  [ $\text{\AA}$ ]) e da altura com relação ao plano galáctico  $z$  [kpc]. No canto interno superior direito de cada painel temos a razão de *spaxels*, representando o número de pontos presente em cada gráfico. A coloração dos pontos representam a razão entre a distância ao centro galáctico  $\rho$  e o raio isofotal  $r_{25}$ . As retas tracejadas indicam os valores de  $EW(H\alpha)$  iguais a 3 e 14  $\text{\AA}$ .

valores maiores do que os típicos medidos em regiões de formação estelar (Hoopes and Walterbos 2003), indicando assim que tais regiões apresentam diferentes propriedades físicas.

Nas Figuras 13 e 14 temos as razões de linha  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$  e  $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ , respectivamente, com relação à altura  $z$ , e para ambas podemos observar um comportamento bem definido e semelhante para praticamente toda a amostra: essas razões de linha crescem conforme distancia-se do plano, coincidindo com o observado em análises anteriores sobre o DIG extraplanar (Hoopes and Walterbos 2003). Todas as galáxias apresentam maior dispersão dos pontos com maior módulo de  $z$ , o que pode ser consequência de espectros de menor qualidade localizados mais às bordas do cubo, ou mesmo de menor sinal detectado, confundindo-se com região do céu. Além disso, com a coloração dos pontos indicando  $\rho/r_{25}$ , não foi possível observar nenhuma tendência radial.

Na literatura, a razão de linha  $[\text{O II}]/\text{H}\alpha$  também apresenta este mesmo padrão de crescimento com o aumento de  $z$ , mas não conseguimos reproduzir tal análise. As linhas usualmente utilizadas consistem em  $[\text{O II}] \lambda 3726 + \lambda 3729$ , mas por não estarem contempladas janela espectral do MUSE tentamos substituí-las por  $[\text{O II}] \lambda 7325$ . No entanto, todos os objetos da amostra apresentaram poucos *spaxels* com bons SNR e ANR para essa linha, impossibilitando uma análise adequada. Este gráfico pode ser visto no painel (1b) de cada galáxia, localizado no Apêndice A.

Também é possível identificar a presença de gás neutro em uma região ionizada através da detecção, por exemplo, da linha de  $[\text{O I}]\lambda 6300$ . Além disso, ao calcularmos a razão entre essa linha e  $\text{H}\alpha$ , podemos inferir limites da fração ionizada de H no gás, assumindo uma dada temperatura (Reynolds 1989). A relação existente indica que, para uma mesma temperatura, quanto menor o valor da razão, maior é a fração de gás ionizado, podendo ser em decorrência de um baixo parâmetro de ionização ou de uma radiação ionizante muito dura, como emissão em raios X. Na Figura 15, vemos que para a nossa amostra esta razão também apresenta comportamento crescente com relação à distância  $z$ , com maior dispersão para maiores alturas, indicando que há mais gás na forma neutra localizada na região extraplanar do que ao longo do plano. Com relação à distância radial, não observamos nenhuma tendência específica.

Um quociente de linhas bastante utilizado para verificar a dureza de fontes ionizantes de um gás é  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ , presente em diagramas de diagnóstico como o diagrama BPT (Baldwin et al. 1981). Em estudos anteriores referente ao DIG, essa razão também apresenta comportamento crescente, mas não tão acentuado, com relação a  $|z|$ , com valores mais elevados quando comparado aos valores típicos de regiões H II (Rand 1998; Flores-Fajardo et al. 2011). No entanto, em nossa amostra não pudemos identificar nenhum padrão comum de comportamento, apresentando também bastante dispersão para todas as alturas, como mostra a Figura 16. Galáxias como ESO157-49, PGC28308 e ESO443-21 indicam valores

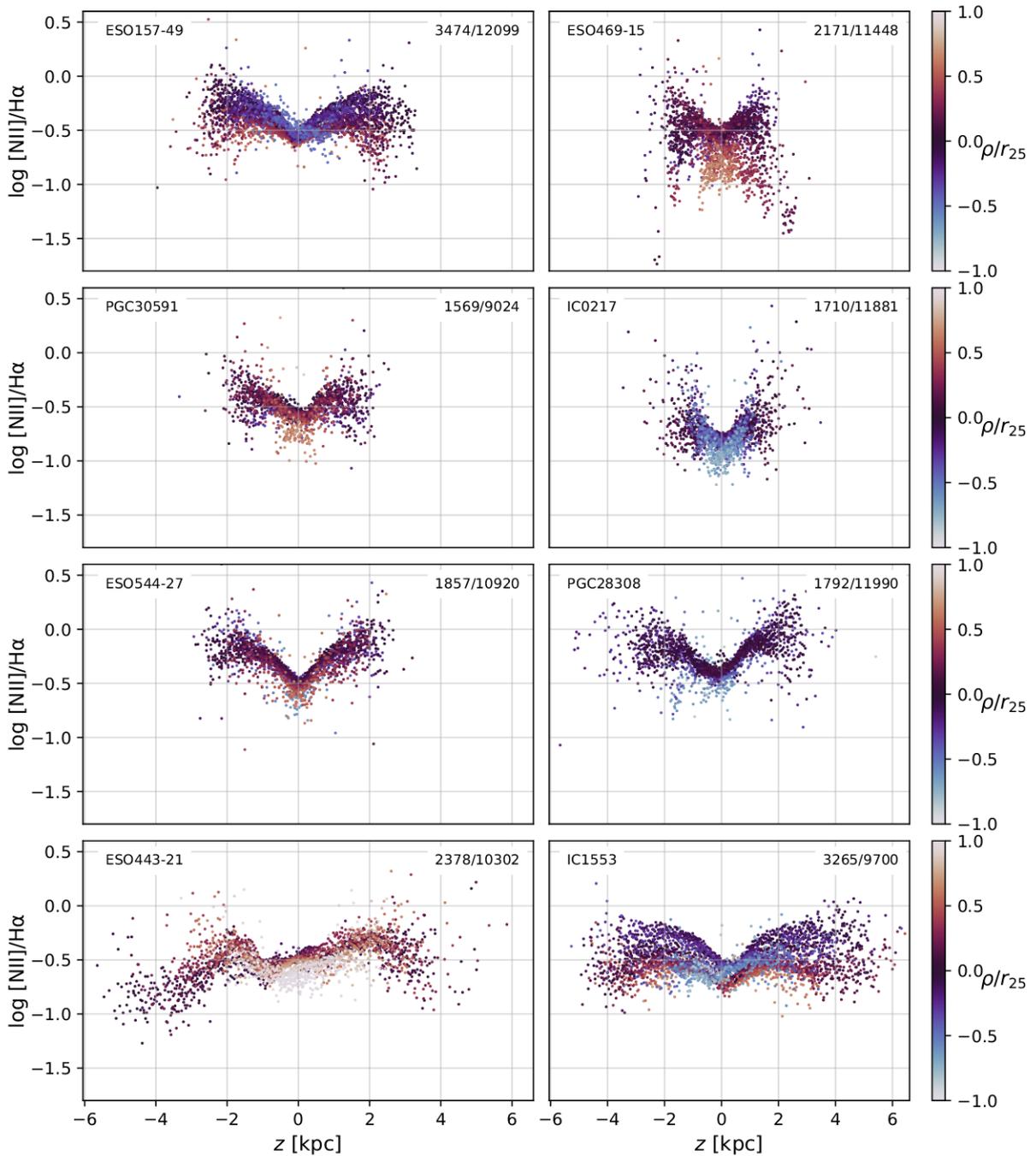


Figura 13 – De maneira análoga aos elementos descritos na Figura 12, temos a razão de linha  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$  contra a distância ao plano galáctico  $z$  [kpc]. O aumento dessa razão de linha com  $|z|$  pode indicar um parâmetro de ionização mais baixo, ou, se associado juntamente a valores elevados de  $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$  e  $[\text{O III}]/\text{H}\alpha$ , também pode indicar a presença de uma fonte ionizante mais dura nessa região.

mais elevados para regiões extraplanares, mas o contrário também é visto na galáxia IC0217. Vemos também que para IC1553 e ESO544-27 temos um crescimento dos valores com relação à altura, mas também indicando valores elevados na região planar distante do centro. Além disso, ESO469-15, PGC30591 não apresentam padrão significativo de comportamento.

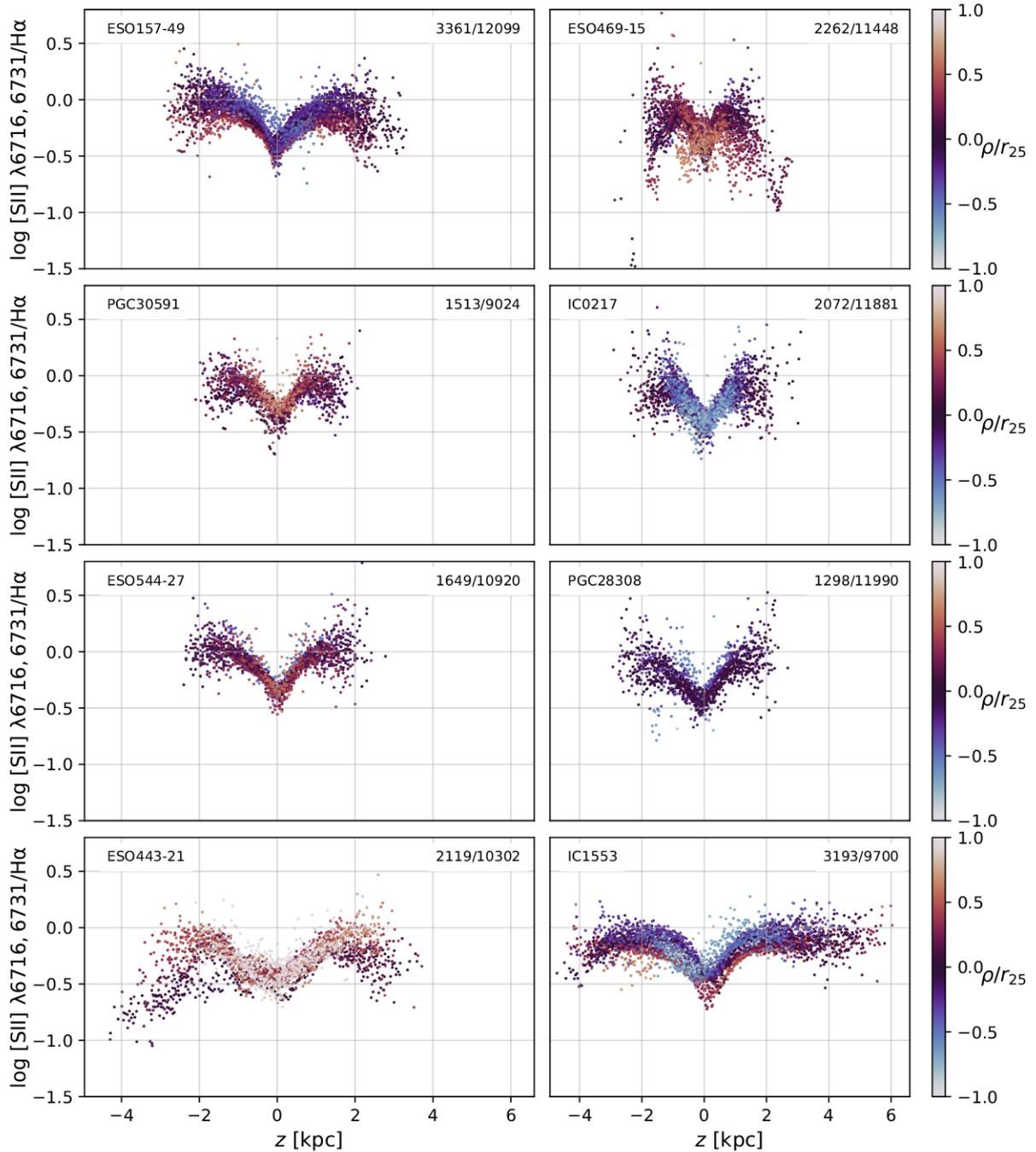


Figura 14 – De maneira análoga aos elementos descritos na Figura 12, temos a razão de linha  $[S II]\lambda\lambda 6716, 6731/H\alpha$  contra a distância ao plano galáctico  $z$  [kpc]. Assim como na figura anterior (Fig. 13), o comportamento crescente dessa linha com  $|z|$  pode indicar um parâmetro de ionização mais baixo, ou, se associado juntamente a valores elevados de  $[N II]/H\alpha$  e  $[O III]/H\alpha$ , também pode indicar a presença de uma fonte ionizante mais dura nessa região.

Por fim, podemos obter um indicativo da variação na abundância N/O ao medir a razão de linha  $[N II]/[O II]$  (Jensen et al. 1976; Otte et al. 2001). Em estudos anteriores, tal razão de linhas apresentou variação na forma de ‘M’ (Flores-Fajardo et al. 2011) com relação à distância ao plano, indicando assim que N/O não teria valores constantes

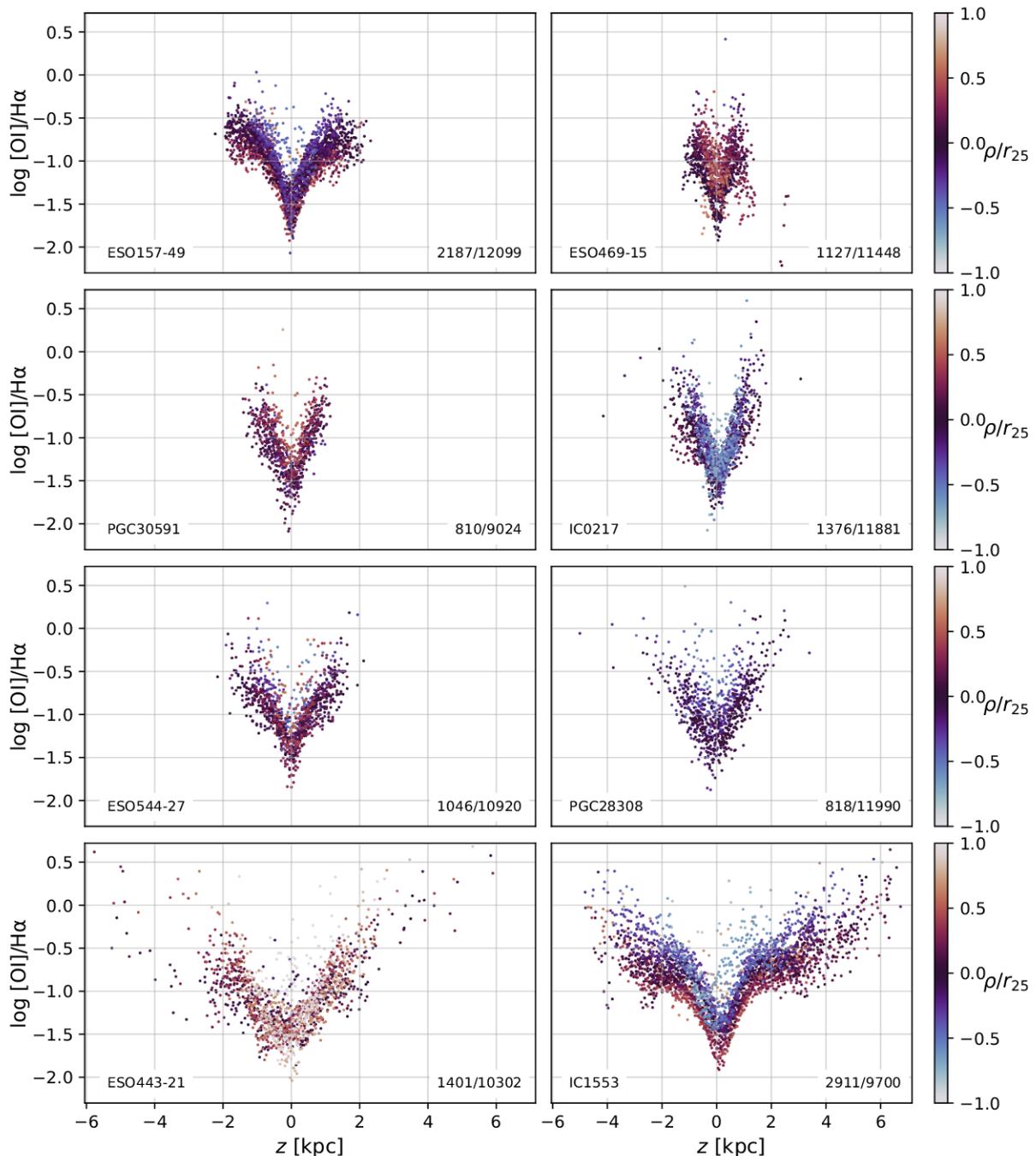


Figura 15 – De maneira análoga aos elementos descritos na Figura 12, temos a razão de linha  $[O\ I]/H\alpha$  contra a distância ao plano galáctico  $z$  [kpc]. O aumento dessa linha indica uma maior presença de gás neutro na região extraplanar do que no plano galáctico.

na região extraplanar. Em razão do problema referente à linha de  $[O\ II]$  mencionado anteriormente, obtivemos em nossa análise resultados pouco numerosos, com poucos *spaxels* a serem mostrados na Figura 17, contemplando predominantemente apenas a região do disco. Com isso, não pudemos identificar o padrão encontrado na literatura, apresentando apenas um decréscimo do valor de  $[N\ II]/[O\ II]\lambda 7325$  conforme se distancia do plano.

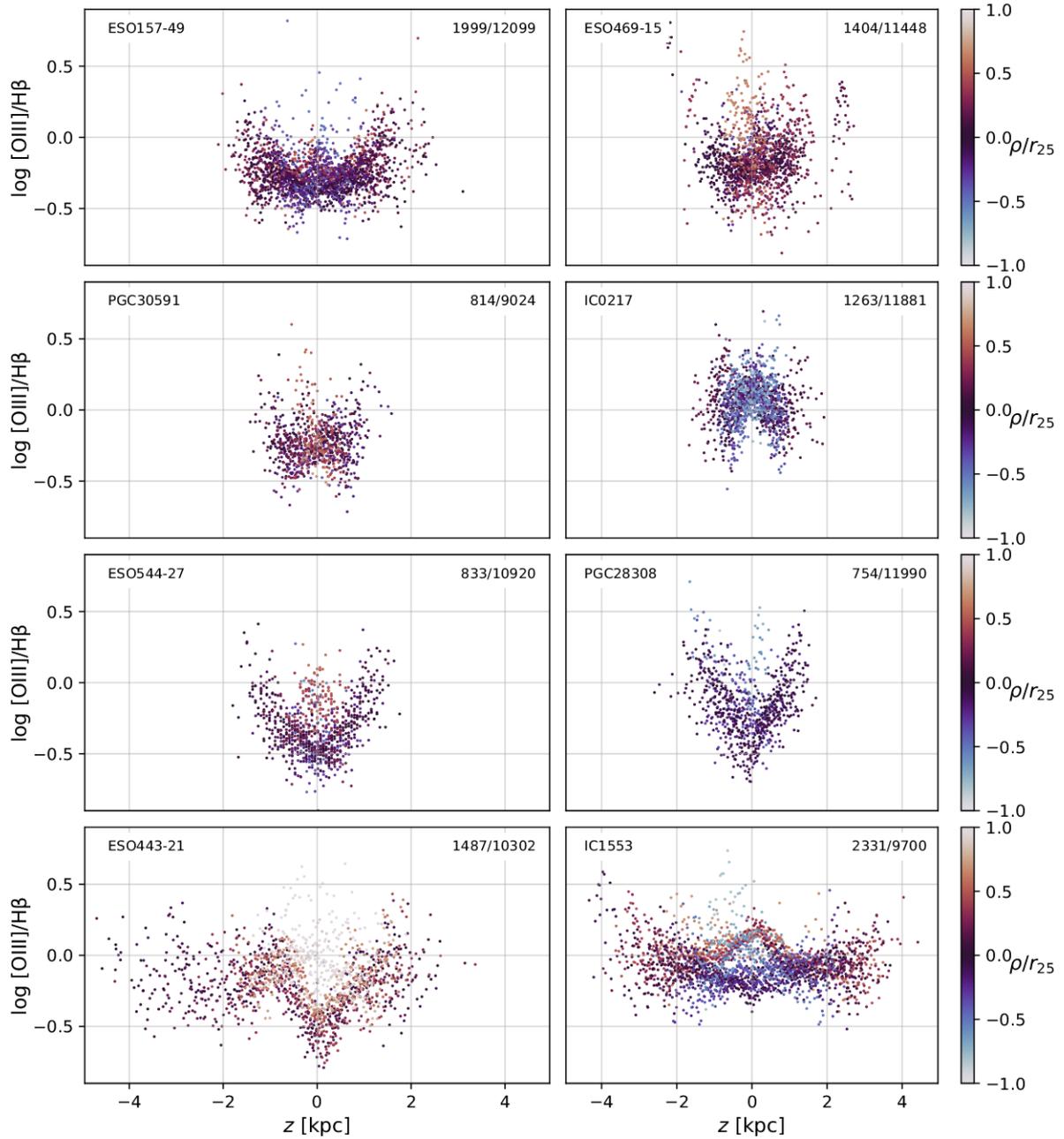


Figura 16 – De maneira análoga aos elementos descritos na Figura 12, temos a razão de linha  $[O\ III]/H\beta$  contra a distância ao plano galáctico  $z$  [kpc]. Tal razão de linha é bastante utilizada para indicar a dureza da fonte ionizante do gás.

Em suma, vemos a medida de  $EW(H\alpha)$  é mais elevada na região do plano galáctico, com valores maiores do que  $14\ \text{\AA}$ , decaindo conforme aumenta a distância  $z$  mas sem ultrapassar valores inferiores a  $3\ \text{\AA}$ . Além disso, vemos que as razões  $[N\ II]/H\alpha$ ,  $[S\ II]/H\alpha$  e  $[O\ I]/H\alpha$  apresentam valores mais altos na região extraplanar, cujo comportamento também foi identificado em outras galáxias espirais vistas de lado estudadas anteriormente. Valores elevados de  $[N\ II]/H\alpha$  e  $[S\ II]/H\alpha$ , se associados a valores elevados de  $[O\ III]/H\beta$  indicam a necessidade de outro mecanismo de ionização mais duro, além do escape de

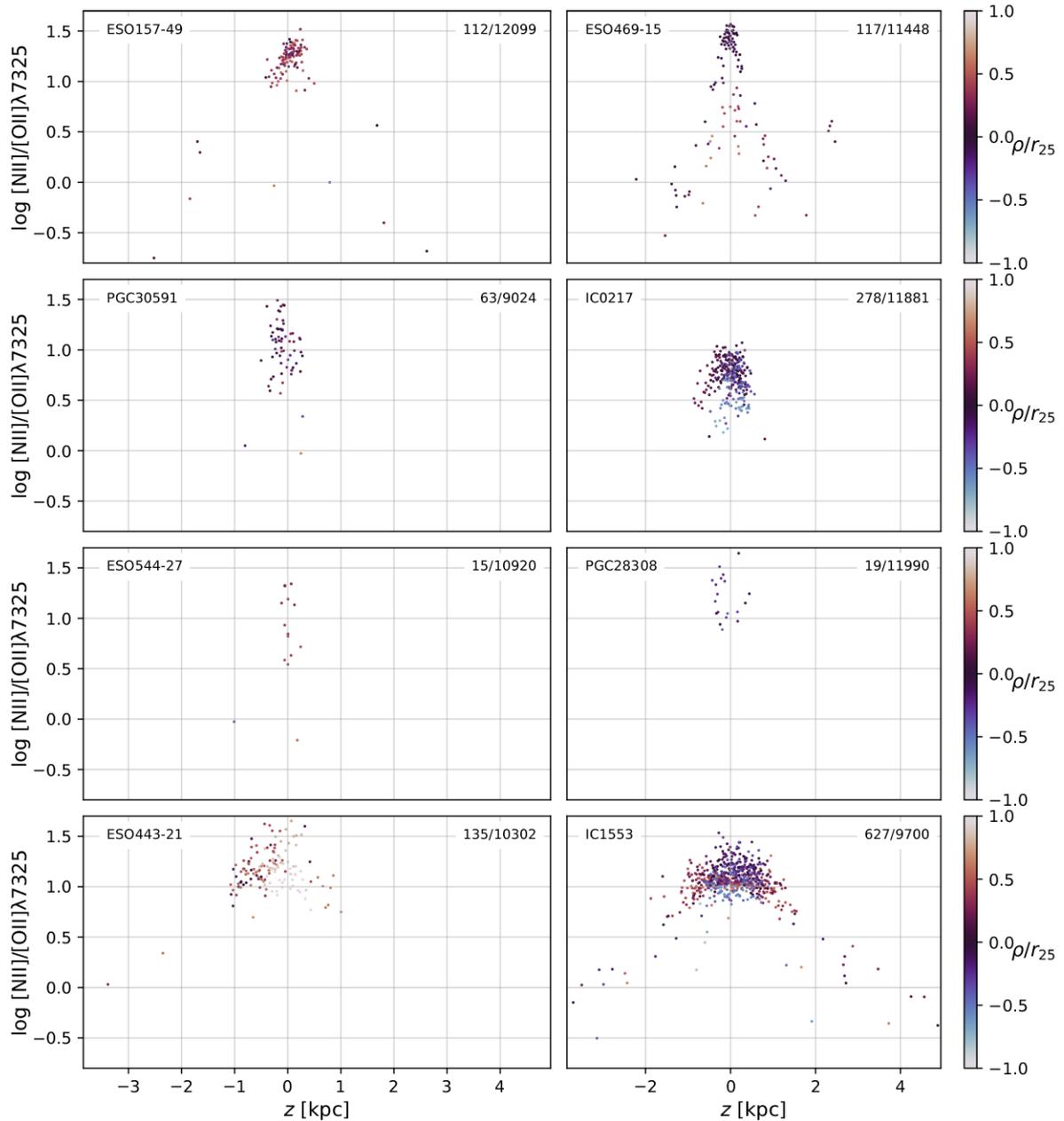


Figura 17 – De maneira análoga aos elementos descritos na Figura 12, temos a razão de linha  $[\text{N II}]/[\text{O II}]\lambda 7325$  contra a distância ao plano galáctico  $z$  [kpc]. A razão entre linhas desses dois íons pode indicar variação na abundância relativa N/O.

íons emitidos pelas regiões H II localizadas no disco. Já  $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$  nos indica uma maior presença de gás neutro em meio ao gás ionizado na região extraplanar. Diferentemente do que costuma ser observado, a razão  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  não apresentou um padrão de aumento com relação a  $|z|$ , sendo observado apenas em pouco mais da metade de nossa amostra, com as demais possuindo comportamentos distintos. Já a razão  $[\text{N II}]/[\text{O II}]$ , que pode indicar a variação na abundância N/O, apresentou queda dos valores com o aumento de  $z$ , sem resultados numerosos em decorrência dos problemas envolvendo as medidas de  $[\text{O II}]\lambda 7325$ .

## 4 Comparação com Modelos de Fotoionização

Apesar da boa resolução espacial dos nossos dados e de seus resultados robustos, somente informações observacionais não são suficientes para chegarmos em interpretações conclusivas sobre o DIG extraplanar. Obtivemos indícios do que pode (ou não) explicar o que foi observado, mas ainda restam incertezas com relação às fontes responsáveis pela ionização do gás, e uma forma de aprimorar nossa análise é realizar a comparação desses resultados com modelos de fotoionização.

A grade de modelos de fotoionização que utilizamos foi desenvolvida para a galáxia NGC891 por Flores-Fajardo et al. (2011), utilizando o código CLOUDY (Ferland et al. 1998). Este é um código de fotoionização que tem como finalidade reproduzir o espectro emitido dada as condições físicas do interior de nebulosas a serem simuladas. Essa grade de modelos pode ser encontrada na *Mexican Million Models database* (3MdB; Morisset 2009), referenciada como *DIG\_HR*, com o total de 54432 modelos.

A seguir, vamos apresentar um breve resumo do que está descrito em Flores-Fajardo et al. (2011) sobre a configuração esquemática e os parâmetros físicos definidos para a elaboração dos modelos de fotoionização. Por fim, vamos discutir os resultados da seleção de modelos que melhor descrevem as galáxias de nossa amostra e suas respectivas interpretações possíveis.

### 4.1 Cenário modelado

A fim de descrever as linhas de emissão detectadas no DIG extraplanar, os modelos foram construídos por Flores-Fajardo et al. (2011) considerando o esquema apresentado na Figura 18. Na parte inferior, temos o plano galáctico colorido por azul escuro, e tudo acima deste representando a região extraplanar, com o eixo  $z$  indicando a distância ao plano que cresce para cima. As estrelas grandes e azuis localizadas no plano são as estrelas OB, cercadas pelas regiões H II, enquanto que as estrelas roxas representam as HOLMES, que possuem papel mais relevante na região extraplanar do que ao longo do disco e podem estar envoltas por nebulosas planetárias (indicadas por retângulos ao redor de algumas estrelas). Em branco, temos uma região de gás bastante difusa, que não emite nem absorve radiação, enquanto que os retângulos azuis e vermelhos configuram nuvens de gás ionizado e neutro, respectivamente, com a intensidade das cores estando diretamente relacionada à sua densidade.

Dada tal configuração, considera-se que os fótons emitidos tanto pelas estrelas massivas presentes no plano quanto pelas HOLMES conseguem escapar das nebulosas que

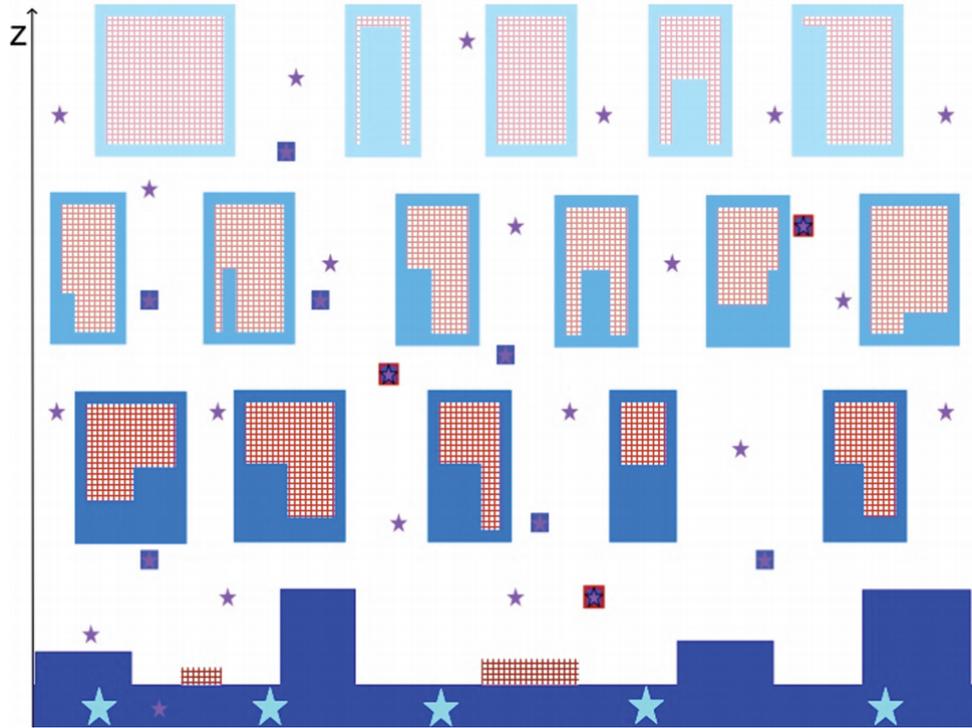


Figura 18 – Desenho esquemático referente ao modelo de fotoionização utilizado, presente em Flores-Fajardo et al. (2011). A região planar é representada na cor azul-marinho na parte inferior, a região branca consiste no gás sem emissão ou absorção de fótons, e os retângulos azuis e vermelhos são as nuvens de gás ionizado e neutro, respectivamente, cuja intensidade das cores indica a densidade da nebulosa. Estrelas azuis e roxas representam, respectivamente, as estrelas OB e HOLMES, podendo estas últimas estar envoltas por nebulosas planetárias, também indicadas por retângulos ao seu redor.

as circundam (quando houver, no caso das HOLMES), sendo estas últimas aquelas que emitem fótons mais energéticos. Os fótons emitidos por estrelas OB que são primariamente absorvidos são aqueles com energia próxima da ionização do hidrogênio, e por conta de sua localização são absorvidos principalmente pela parte inferior das nuvens de gás localizadas mais próximas ao plano. Por outro lado, aqueles restantes conseguem alcançar maiores altitudes e possuem ainda mais energia. Devido às HOLMES estarem em maior quantidade no halo galáctico, acabam por ter maior influência na ionização do gás extraplanar. A contribuição dessas estrelas levada em consideração na construção nos modelos consiste em tornar o campo de ionização das regiões inferiores das nuvens de gás ainda mais duro. Ainda, essas nuvens não são completamente ionizadas, visto que são detectadas linhas de emissão de átomos neutros a qualquer distância ao plano.

## 4.2 Parâmetros de Entrada

Na construção dos modelos, Flores-Fajardo et al. (2011) consideraram que a ionização das nuvens de gás extraplanares se dá a partir da parte inferior, resultante da soma dos campos de radiação provenientes de estrelas OB e HOLMES. Foi realizada a aproximação para a geometria de plano-paralelo, na qual a densidade das nuvens de gás permanece constante ao longo do eixo  $z$ . Dessa forma, as nuvens de gás apresentam uma estrutura de ionização “degradê”, com a parte inferior mais ionizada, e a superior, neutra. Além disso, não foi considerada a contribuição da poeira nestes modelos.

Para desenvolver os modelos de fotoionização precisamos definir os parâmetros físicos característicos da nebulosa a ser simulada. Dessa forma, é fornecido o fluxo superficial médio de fótons ionizantes provenientes de estrelas OB ( $\Phi_{\text{OB}}$ ), o parâmetro de ionização  $U$  e a composição química do gás, através dos parâmetros de metalicidade (O/H) e abundância relativa dos elementos com relação a O. Sobre esta última, temos que N/O não foi fixada em nenhum valor, podendo variar entre os modelos, enquanto que a abundância relativa dos demais elementos químicos escalonam com O, tendo sua proporção fixa com relação aos valores solares (Asplund et al. 2009). Já para os elementos Mg, Si e Fe, foram depletadas, significando que parte desses átomos se encontram na fase sólida, combinados a grãos de poeira, e não apenas na fase gasosa. Já o parâmetro de ionização  $U$  é definido através da equação:

$$U = \frac{\Phi_{\text{total}}}{n_e c} = \frac{\Phi_{\text{OB}} + \Phi_{\text{HOLMES}}}{n_e c}, \quad (4.1)$$

onde  $n_e$  é a densidade eletrônica, e  $c$  é a velocidade da luz. Os parâmetros  $\Phi_{\text{OB}}$  e  $\Phi_{\text{HOLMES}}$  dependem do número total de fótons ionizantes capazes de ionizar o hidrogênio emitido pelo respectivo tipo de estrela  $Q(H^0)_*$  e do raio do disco galáctico  $R$ , através da relação  $\Phi_* = Q(H^0)_*/(2\pi R^2)$ . Para a galáxia cujos modelos foram desenvolvidos, foi utilizado  $Q(H^0)_{\text{OB}} = 7.8 \times 10^{53}$  e  $Q(H^0)_{\text{HOLMES}} = 2.1 \times 10^{51}$  fótons  $\text{s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ , resultando em  $\Phi_{\text{OB}} = 3.1 \times 10^7 (21/R)^2$  e  $\Phi_{\text{HOLMES}} = 8.4 \times 10^4 (21/R)^2$  fótons  $\text{s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ . Visto que  $\Phi_{\text{OB}}$  é um dos parâmetros de entrada fixado para cada modelo gerado, a variação de  $U$  é feita variando  $n_e$ . Na Tabela 3 temos os valores de  $\Phi_{\text{OB}}$ , O/H, N/O e  $U$  utilizados para a elaboração da grade de modelos. Por fim, dentre diversos parâmetros resultantes da nebulosa simulada, alguns dos dados de saída consistem em medidas de linhas de emissão, temperatura e densidade eletrônica de diferentes íons, entre outros.

## 4.3 Relacionando Modelos com Observações

A grade de modelos apresenta resultados que reproduzem nebulosas com diversos parâmetros físicos definidos inicialmente, mas não possuem uma informação relevante

Parâmetro	Min	Max	Passo	$N_{\text{val}}$
$\log \Phi_{\text{OB}}$	3.5	7.5	0.25	18
$\log \text{O}/\text{H}$	-4.3	-2.7	0.1	18
$\log \text{N}/\text{O}$	-1.4	-0.2	0.1	14
$\log U$	-4.0	-3.0	0.1	12

Tabela 3 – Parâmetros de entrada utilizados na elaboração da grade de modelos de fotoionização feita por Flores-Fajardo et al. (2011), com seus valores mínimos, máximos, os respectivos passos entre eles e o número de diferentes valores de cada parâmetro.

para a nossa análise: a distância  $z$ . Mostramos no capítulo anterior o comportamento de algumas razões de linha de emissão com relação à altura, e para que seja possível comparar estes resultados com os modelos, precisamos de alguma forma relacionar as medidas modeladas com  $z$ . Desse modo, seguimos o método utilizado em Flores-Fajardo et al. (2011), que consiste em associar os modelos que reproduzem simultaneamente os valores das razões de linha de emissão medidas em um determinado *spaxel* com a respectiva distância ao plano deste, dentro da incerteza de cada medida. Assim, um mesmo modelo pode ser relacionado a diferentes alturas, desde que os valores das razões de linha sejam simultaneamente próximos a de *spaxels* de alturas distintas. No trabalho citado, as razões de linha utilizadas foram  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ ,  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$  e  $[\text{O II}]\lambda 3725/\text{H}\beta$ , mas precisamos adaptar esta última à janela espectral de nossos dados, substituindo-a assim pela razão  $[\text{O II}]\lambda 7325/\text{H}\alpha$ .

No entanto, o quociente  $[\text{O II}]\lambda 7325/\text{H}\alpha$  proveniente dos modelos apresentou pouquíssimos valores que pudessem ser associados às medidas observacionais, não permitindo assim uma análise robusta. Com isso, ao descobrirmos ser  $[\text{O II}]\lambda 7325$  a linha de emissão que apresentava problemas, decidimos não considerá-la para a seleção dos modelos, mas sim apenas as razões  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  e  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ . Ainda, corrigimos o fluxo das linhas de emissão envolvidas pela extinção por poeira utilizando Cardelli et al. (1989) com  $R_V = 3.1$ . A fim de selecionarmos apenas os *spaxels* de boa qualidade para nossa análise, os filtramos utilizando os critérios de SNR e ANR maiores do que 3 simultaneamente para as medidas de fluxo de  $[\text{N II}]$ ,  $[\text{O III}]$ ,  $\text{H}\alpha$  e  $\text{H}\beta$ . Além disso, é possível que modelos de diferentes metalicidades reproduzam os resultados observados, tendo em vista que não sabemos a princípio a metalicidade do DIG extraplanar.

Nas Figuras de 19 a 26 temos os resultados da comparação entre dados observacionais e modelos de fotoionização para cada uma das galáxias da amostra, ordenadas de acordo com a sua distância  $D$  ao centro da Via Láctea. As retas verticais cinzas presentes em todos os painéis indicam o intervalo entre valores mínimo e máximo aceitáveis para todos modelos selecionados para um mesmo *spaxel* considerando todas as metalicidades, com a intensidade da cor estando diretamente relacionada à quantidade de modelos seleti-

onados para uma mesma altura. As retas verticais amarelas representam, analogamente, os modelos selecionados cuja metalicidade é igual à solar. Nos painéis de (a) até (e) temos a variação de razões de linha, onde os pontos coloridos em roxo indicam os valores observacionais. Já de (f) a (j), temos parâmetros cuja análise será resultante apenas da seleção dos modelos de fotoionização com base nos dados observados.

Os painéis (a) e (b) mostram, respectivamente, as razões de linha  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$  e  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  contra  $z$ , cujos pontos representam os *spaxels* que foram utilizados para a seleção dos modelos de fotoionização, com valores de SNR e ANR maiores do que 3 para ambas as razões. Por conta disso, as retas verticais existentes estão bastante restritas e sobrepostas aos pontos observacionais, com seu tamanho sendo igual ao tamanho da incerteza no logaritmo da razão dos fluxos dessas linhas. Em (c), temos a razão  $[\text{O II}]\lambda 7325/\text{H}\alpha$ , que também seria utilizada para a seleção, mas que se mostrou inadequada devido aos poucos pontos que atenderam aos critérios de qualidade.

Em (d) e (e) temos as razões de linha  $[\text{S II}]\lambda\lambda 6716, 6731/\text{H}\alpha$  e  $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$ , respectivamente, as quais apresentam valores observacionais dentro do intervalo dos modelos selecionados, com poucos pontos observacionais fora dessa região. Especialmente, vemos que os modelos de metalicidade solar melhor reproduzem os dados observacionais da região extraplanar. Na região próxima de  $z = 0$ , modelos de outras metalicidades também reproduzem o observado. No entanto, vemos que o intervalo dos modelos é bastante abrangente, sendo consequência da falta de restrição ao selecionar os modelos de fotoionização.

Em (f), temos o parâmetro de ionização  $U$ , um dos parâmetros de entrada utilizados na elaboração dos modelos, o qual apresenta maiores intervalos para regiões extraplanares, com pouca diferença entre os modelos de metalicidade solar e os demais. Isso ocorre por  $U$  se tratar de um parâmetro livre, necessitando de mais restrições nos modelos para que tenhamos comportamentos específicos desse parâmetro. Em (g), temos a temperatura eletrônica característica da região em que o íon  $\text{O}^+$  está presente ( $T_e(\text{O}^+)$ ), que foi obtida através da função do PYCLOUDY (Morisset 2013) para calcular a temperatura eletrônica média da nebulosa modelada. Para este parâmetro, observamos que o intervalo entre valores máximo e mínimo modelados não varia significativamente com relação a  $z$ , com intervalos mais restritos para aqueles com metalicidade solar, por volta de  $(75 \pm 10) \times 10^2$  K para toda a amostra. Em (h), temos a densidade eletrônica também de região de baixa ionização ( $n_e(\text{O}^+)$ ). Vemos que  $n_e(\text{O}^+)$  apresenta comportamento variado com relação a  $z$  entre as galáxias da amostra. As galáxias ESO157-49, IC0217, ESO443-21 e IC1553 são melhor descritas por modelos com baixa  $n_e(\text{O}^+)$  quando  $|z| \approx 0$ , com tendência crescente em relação a  $|z|$ , enquanto que as demais galáxias apresentam comportamento decrescente com relação a  $|z|$ . Modelos com metalicidade solar não apresentam nenhum comportamento específico distinto dos demais modelos, apenas intervalos mais restritos.

Em (i), temos a abundância relativa entre nitrogênio e oxigênio (N/O), a qual

apresenta comportamento crescente com relação à distância ao plano para todas as galáxias. No entanto, por também se tratar de um dos parâmetros livres dos modelos, este parâmetro acaba por apresentar uma grande abrangência de valores. Mesmo que pareça apresentar um padrão de comportamento para algumas galáxias, não é conclusivo o suficiente para interpretarmos. Por fim, o painel (j) mostra a parcela do fluxo superficial médio de fótons ionizantes proveniente de estrelas HOLMES ( $\Phi_{\text{HOLMES}}/\Phi_{\text{total}}$ ). Também em decorrência da falta de restrição ao selecionar os modelos, a contribuição das HOLMES varia de 0 a 100%, sem nenhuma clara tendência com relação à distância  $z$ . Sendo assim, para que seja possível quantificar com maior precisão a contribuição das estrelas HOLMES na ionização do DIG extraplanar, é necessário um aprimoramento da análise, possivelmente com a adição de uma restrição à seleção dos modelos.

Em resumo, pudemos observar que selecionar os modelos com uma restrição a menos utilizada no trabalho de referência ( $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$  e  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ ) implicou na dificuldade de uma interpretação dos resultados, tornando os intervalos das medidas modeladas muito abrangentes para todos os parâmetros analisados. Apesar dos dados observacionais estarem consistentes com as respectivas medidas modeladas, como em  $[\text{S II}]\lambda\lambda 6716, 6731/\text{H}\alpha$  e  $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$ , os demais parâmetros não apresentaram valores conclusivos. Parâmetros como o parâmetro de ionização  $U$  e a abundância relativa N/O apresentaram valores abrangentes por se tratarem de parâmetros livres utilizados na elaboração dos modelos, impossibilitando sua interpretação. A  $T_e(\text{O}^+)$  apresenta aproximadamente os mesmos intervalos de valores para todas as alturas, com aqueles de metalicidade solar possuindo valores mais restritos mas de mesmo comportamento. Por último,  $\Phi_{\text{HOLMES}}/\Phi_{\text{total}}$  apresenta grande variação na contribuição das HOLMES, indo de 0 a 100 % sem nenhum padrão com relação a  $z$ , não sendo possível quantificar de maneira precisa o papel das HOLMES na ionização do DIG extraplanar.

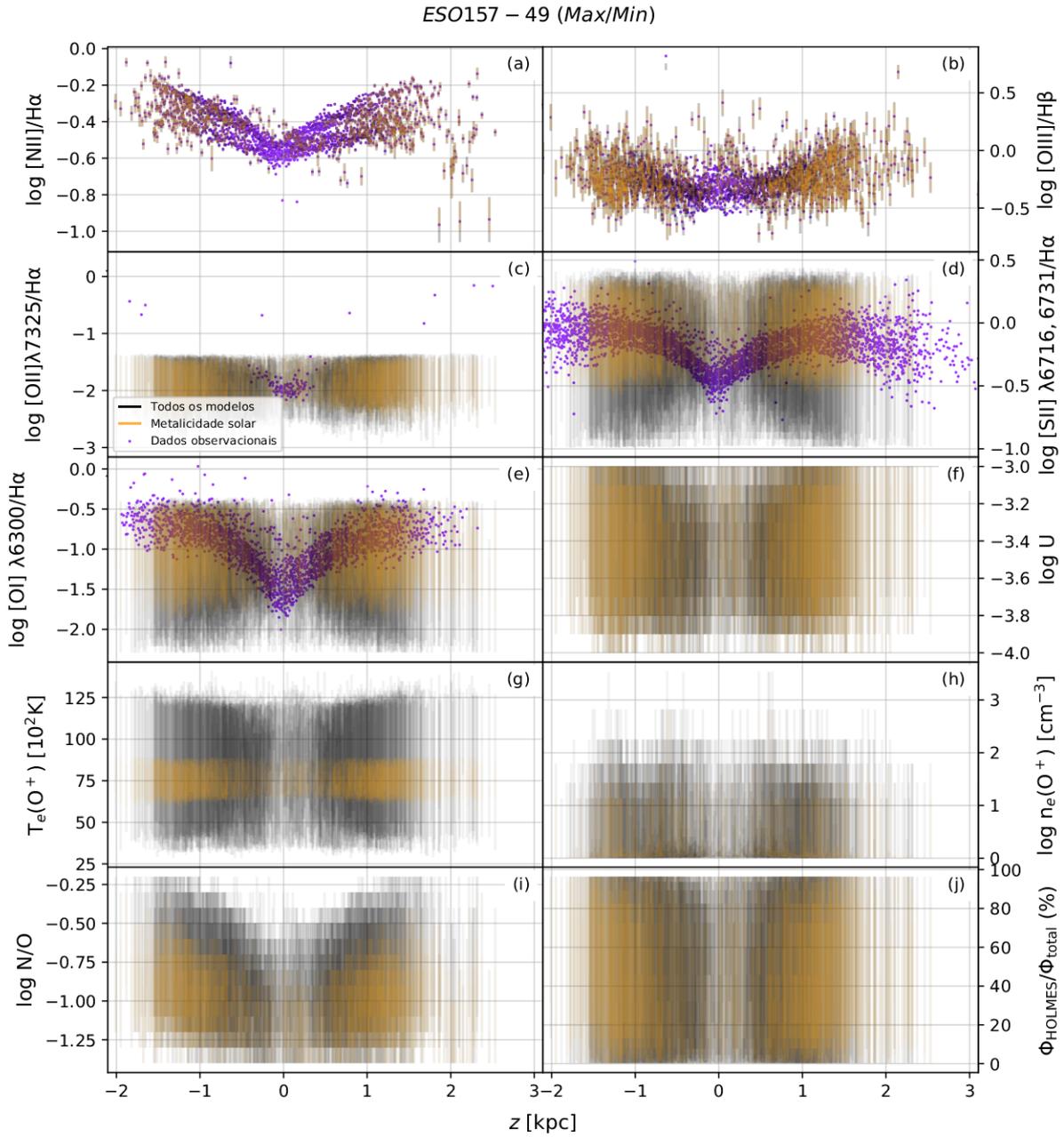


Figura 19 – Modelos selecionados a partir dos valores observacionais de  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$  e  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  para a galáxia ESO157-49. As barras verticais indicam o intervalo entre os valores mínimo e máximo dos modelos selecionados para um mesmo *spaxel*, com a intensidade da cor indicando a quantidade de modelos selecionados para uma mesma altura, e sua coloração preta e amarela indicam os modelos sem restrição de metalicidade e com metalicidade solar, respectivamente. Os pontos na cor roxa indicam os valores observacionais de cada *spaxel*. Cada painel indica a variação de um parâmetro físico com relação à distância ao plano  $z$ , sendo eles: razões de linhas de emissão (a)  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ , (b)  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ , (c)  $[\text{O II}]/\text{H}\alpha$ , (d)  $[\text{S II}]\lambda\lambda 6716, 6731/\text{H}\alpha$  e (e)  $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$ ; (f) parâmetro de ionização  $U$ ; (g) temperatura eletrônica da região nebulosa onde  $\text{O}^+$  está presente,  $T_e(\text{O}^+)$ ; (h) densidade eletrônica da região em que  $\text{O}^+$  está presente,  $n_e(\text{O}^+)$ ; (i) abundância relativa  $\text{N}/\text{O}$  e (j) percentual do fluxo médio de fótons ionizantes emitidos por estrelas HOLMES,  $\Phi_{\text{HOLMES}}/\Phi_{\text{total}}$ .

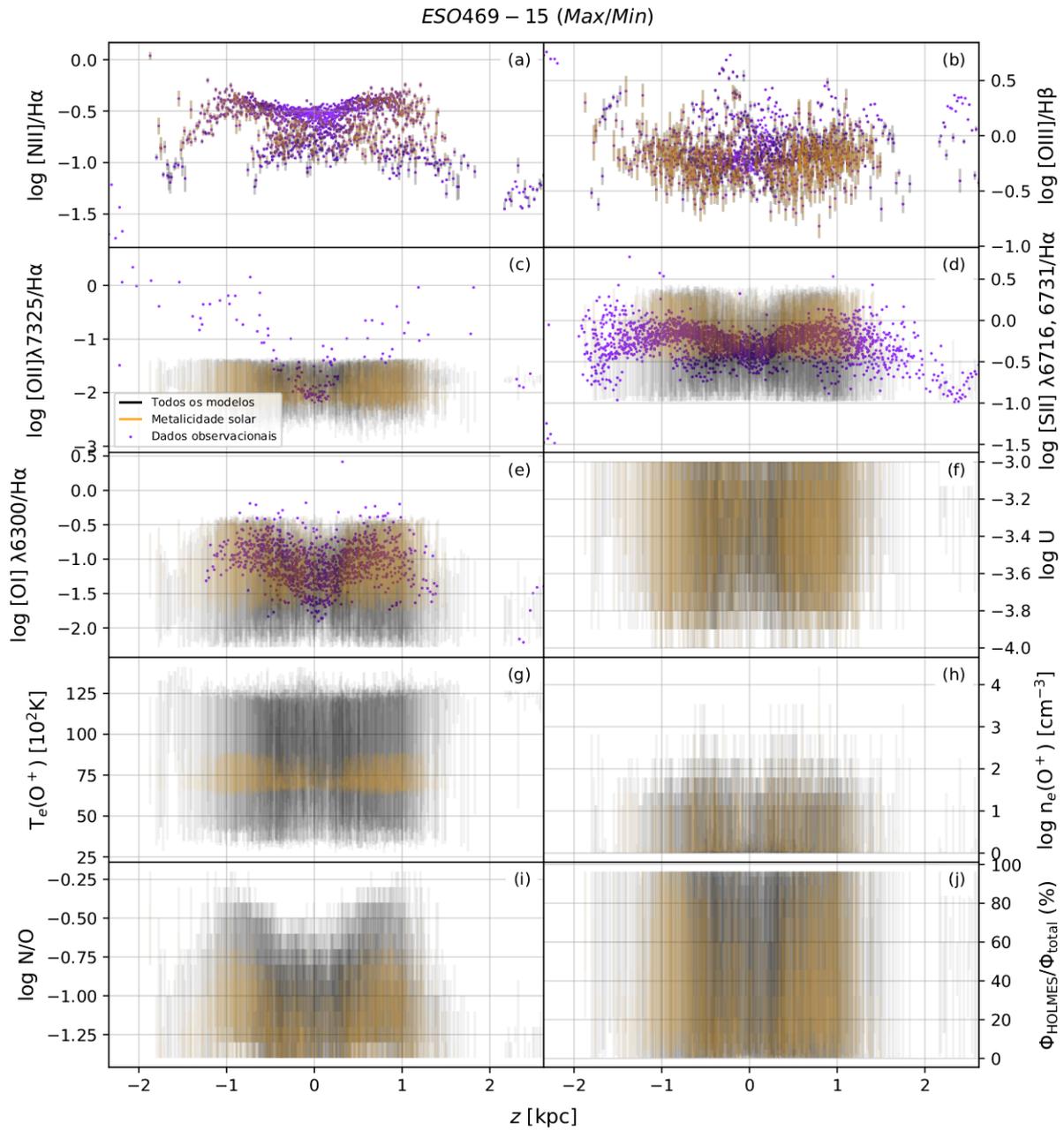


Figura 20 – Análoga à Figura 19, representa os selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia ESO469-15.

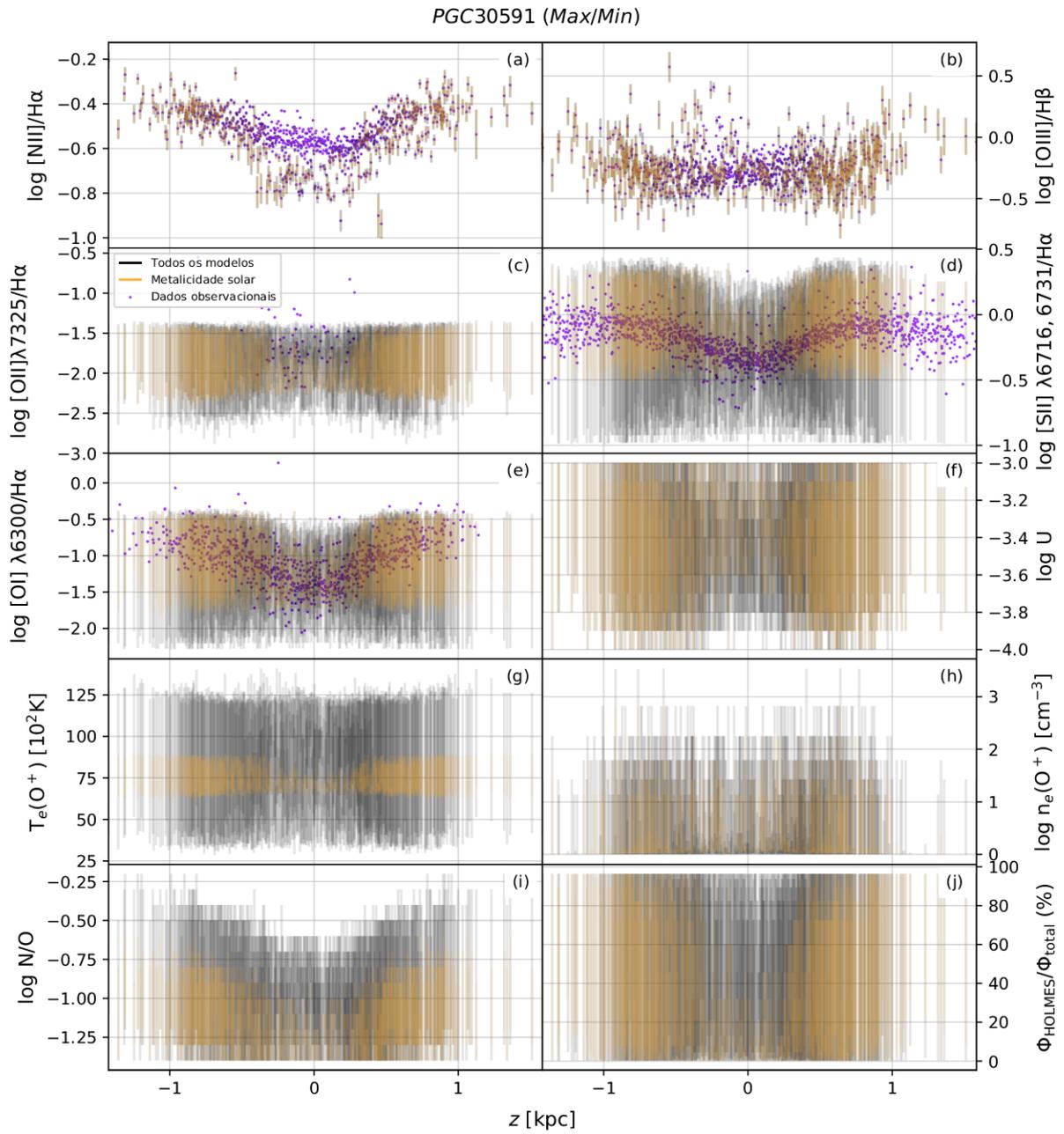


Figura 21 – Análoga à Figura 19, representa os selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia PGC30591.

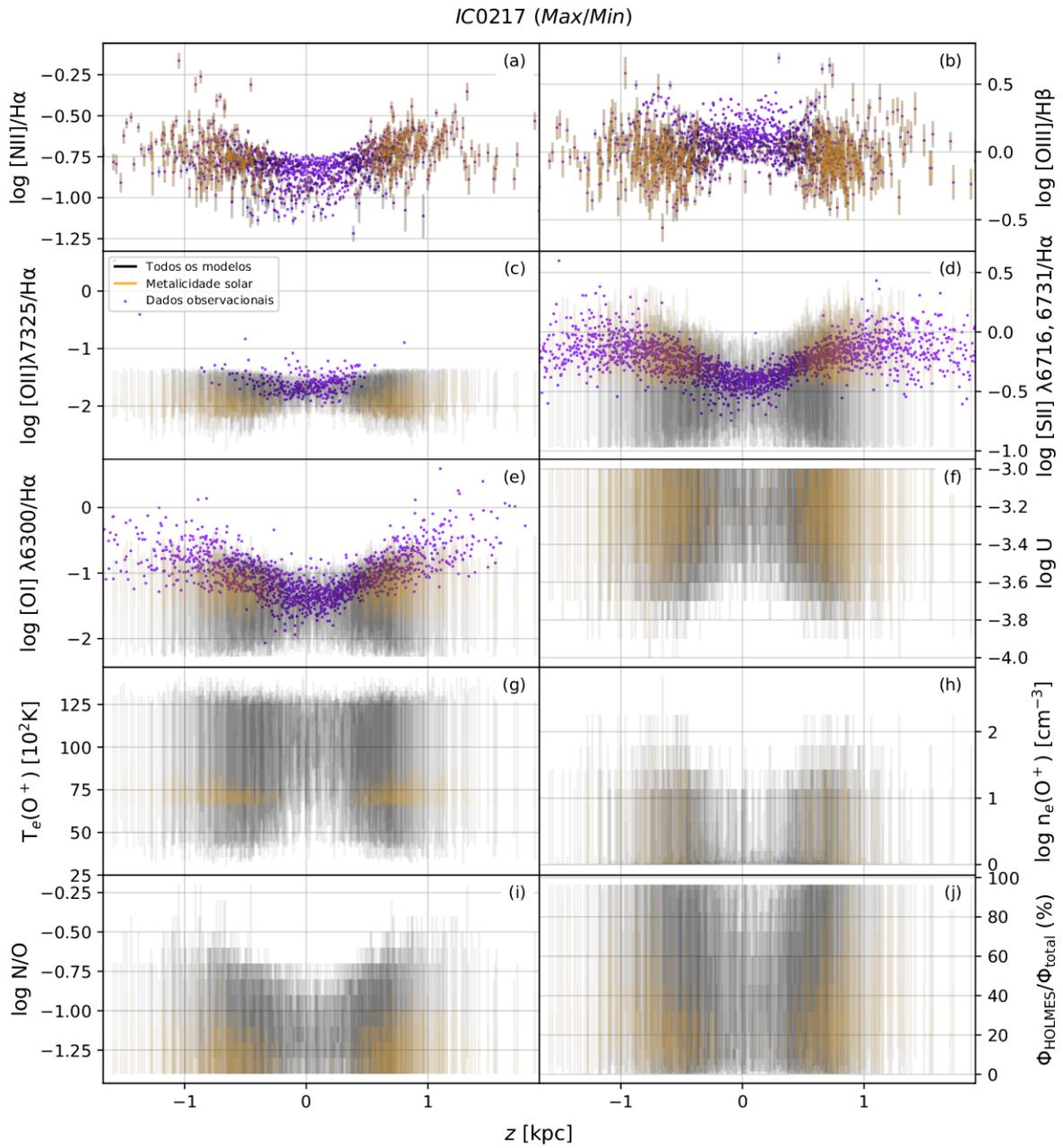


Figura 22 – Análoga à Figura 19, representa os selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia IC0217.

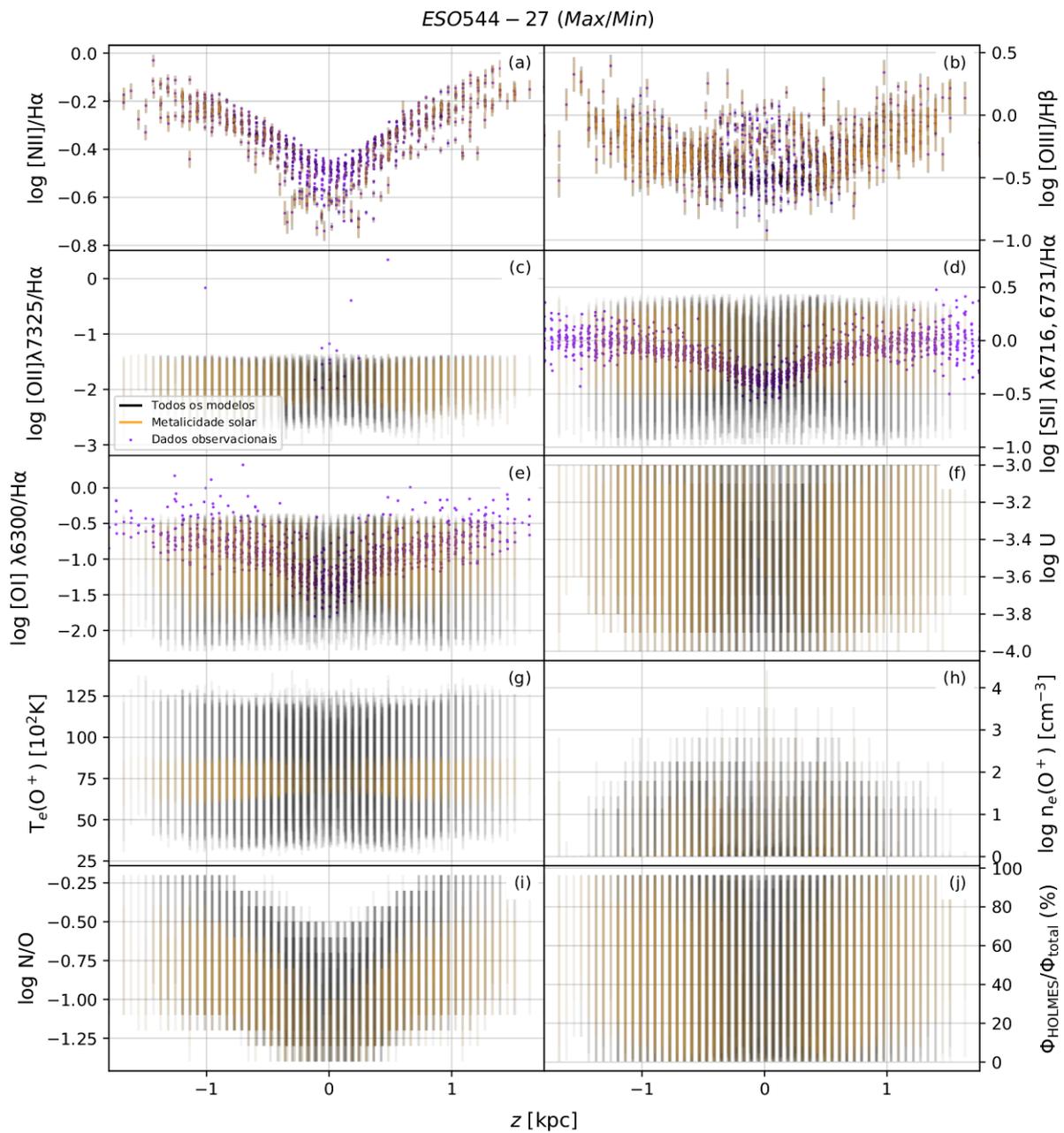


Figura 23 – Análoga à Figura 19, representa os selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia ESO544-27.

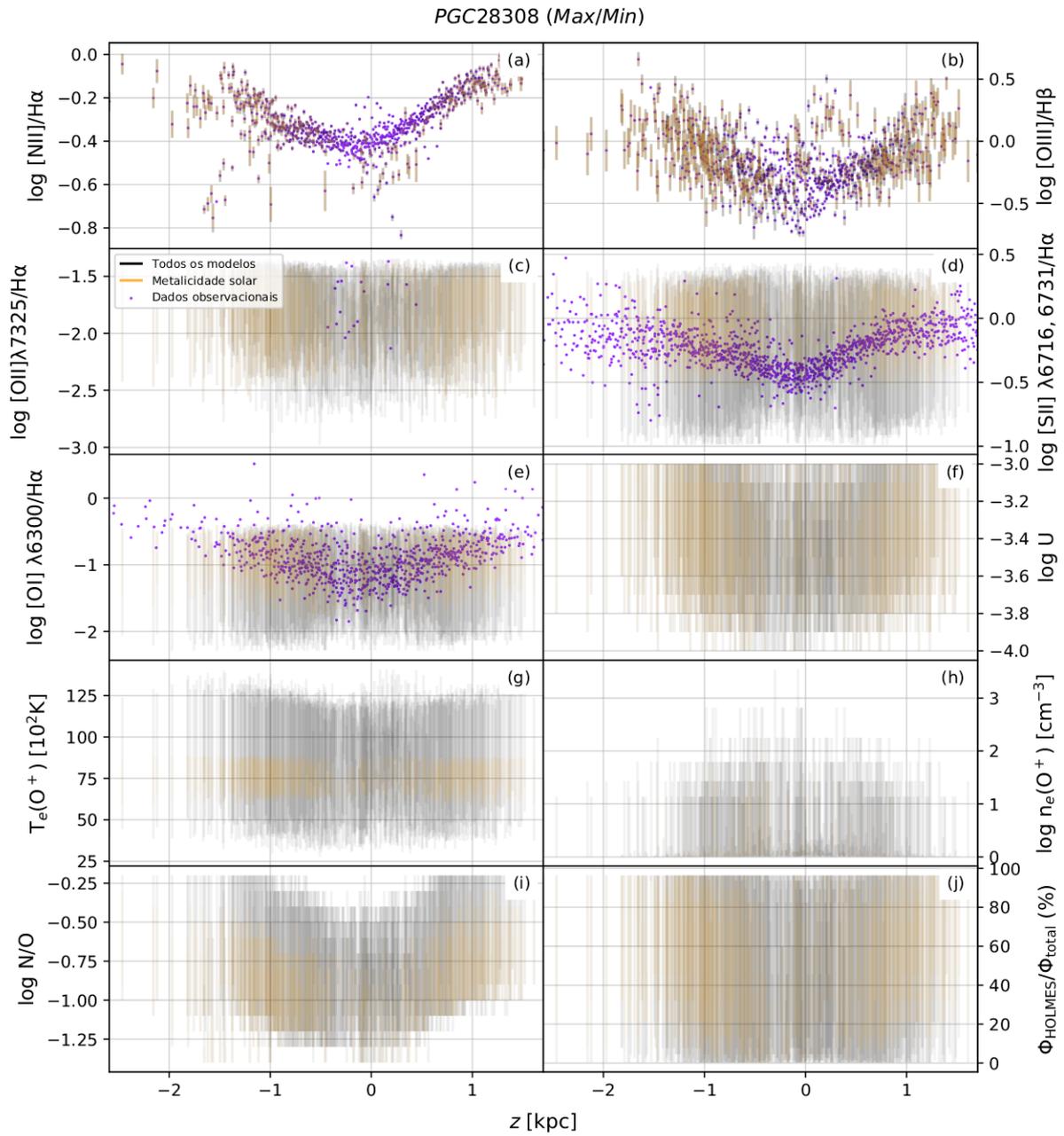


Figura 24 – Análoga à Figura 19, representa os selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia PGC28308.

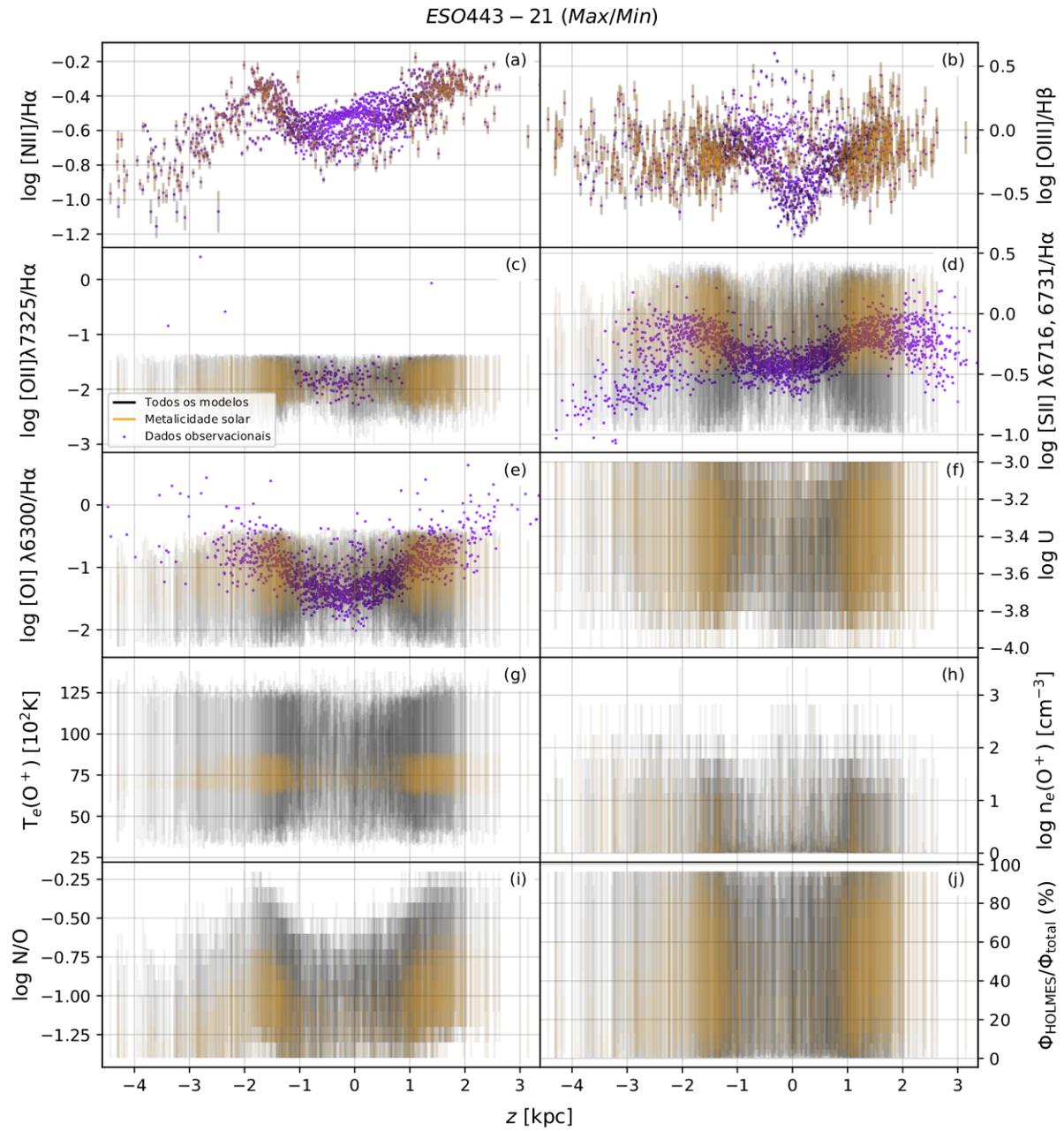


Figura 25 – Análoga à Figura 19, representa os selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia ESO443-21.

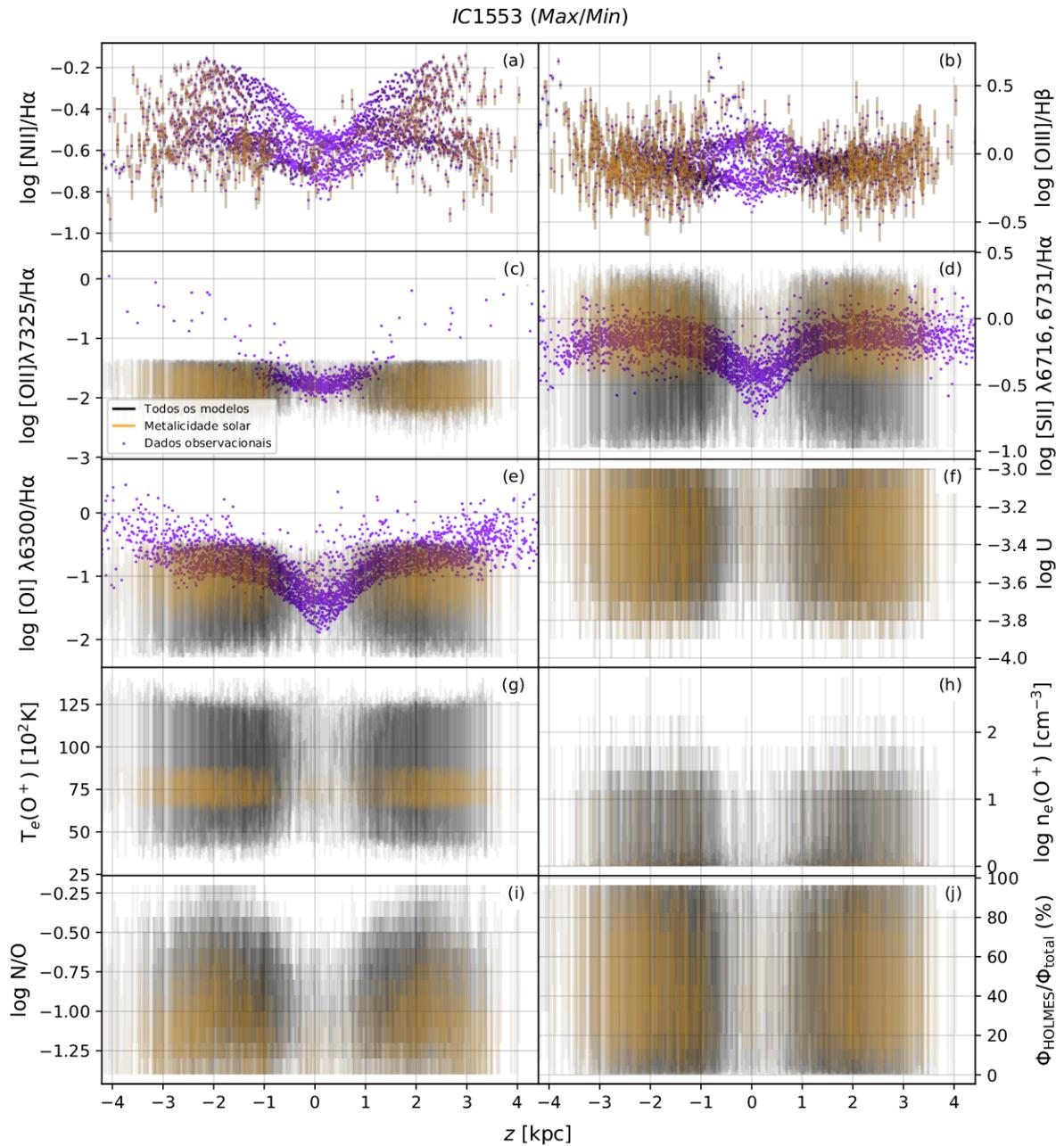


Figura 26 – Análoga à Figura 19, representa os selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia IC1553.

# 5 Conclusão

## 5.1 Sumário

Neste trabalho realizamos a análise espectral de oito galáxias espirais próximas vistas de lado com dados do MUSE, a fim de caracterizar o gás difuso ionizado extraplanar. Nossa motivação se dá, em especial, em compreender melhor o comportamento de alguns parâmetros físicos dessa região do gás, bem como identificar as principais fontes ionizantes responsáveis por ela, através da análise de dados de melhor resolução espacial. Nossa amostra foi definida devido à disponibilidade pública dos dados, que foram obtidos para o trabalho de Comerón et al. (2019), e selecionados a partir de Comerón et al. (2012). Neste último, foram utilizados dados do S<sup>4</sup>G, a partir dos quais determinamos a coordenada central equivalente nos cubos de dados do MUSE, para, então, definirmos os eixos paralelo e perpendicular ao plano. Binamos nossos cubos de dados em 4×4, realizamos a síntese espectral utilizando o algoritmo STARLIGHT na faixa espectral de 4650 a 9350 Å, e enfim medimos os fluxos e outras propriedades das linhas de emissão do espectro residual através do código DOBBY. Para tratarmos de resultados confiáveis, definimos como *spaxels* de boa qualidade aqueles com SNR e ANR maior do que 3, além de mascarar estrelas e galáxias intrusas presentes em nossos dados.

A partir das medidas observacionais de EW(H $\alpha$ ) da nossa amostra, identificamos que na região do plano galáctico coincide com os valores mais elevados, superiores a 14 Å, decaindo conforme se afasta dessa região sem ultrapassar o valor de 3 Å. Identificamos também que as razões de linhas de emissão ocasionadas por excitação colisional e recombinação, como [N II]/H $\alpha$  e [S II] $\lambda\lambda$ 6716, 6731/H $\alpha$ , apresentam valores mais elevados nas regiões extraplanares do que próximas ao plano, o que pode indicar a necessidade de uma fonte ionizante mais energética para explicar tal comportamento, se aliado a elevados valores da razão [O III]/H $\beta$ . Com o comportamento crescente de [O I]/H $\alpha$  com relação a  $|z|$ , também identificamos a presença mais expressiva de gás neutro na região ionizada extraplanar. Ao contrário do que é observado para outras galáxias, não reconhecemos nenhum comportamento típico da razão [O III]/H $\beta$  com relação a  $z$  entre as galáxias aqui analisadas. Por fim, a razão de linhas [N II]/[O II] $\lambda$ 7325, que pode ser utilizada para medir a variação da abundância N/O, apresentou, apesar dos poucos *spaxels* que atenderam ao critério de qualidade, um comportamento decrescente com relação a  $|z|$ .

Também apresentamos uma grade de modelos de fotoionização desenvolvidos por Flores-Fajardo et al. (2011) com o código CLOUDY, usada para comparar com os nossos resultados observacionais, na tentativa de quantificar a contribuição das estrelas HOLMES na ionização do DIG extraplanar. Para que fosse possível efetuar tal análise, selecionamos

aqueles modelos que possuem valores das razões de linhas  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$  e  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  dentro da incerteza dos valores observacionais, e atribuímos a respectiva altura  $z$  do *spaxel* em questão aos modelos selecionados. No entanto, utilizar apenas essas duas razões se mostrou ineficiente para uma análise satisfatória.

Em nossa análise comparativa entre medidas observacionais e modelos de fotoionização, vimos que os modelos se mostraram consistentes com os valores observacionais de  $[\text{S II}]\lambda\lambda 6716,6731/\text{H}\alpha$  e  $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$ , com destaque para os modelos cuja metalicidade é igual à solar. O parâmetro de ionização  $U$  e a abundância relativa  $\text{N/O}$  são parâmetros de entrada na construção dos modelos, que, na ausência de restrições suficientes, resultam em valores bastante abrangentes, sem comportamentos significativos para que possamos interpretá-los. A  $T_e$  típica de regiões que produzem o íon  $\text{O}^+$  não apresenta variações significativas com relação à altura. Observamos também dois distintos padrões da  $n_e$  típica de regiões de baixa ionização, sendo um com valores crescentes em relação a  $|z|$  para aproximadamente metade da amostra, e decrescente para a outra metade. Por consequência, os intervalos de  $\Phi_{\text{HOLMES}}/\Phi_{\text{total}}$  também são bastante abrangentes, não sendo possível quantificarmos de maneira satisfatória a contribuição das HOLMES no DIG extraplanar. De modo geral, com a exceção dos parâmetros  $T_e$ ,  $\text{N/O}$  e  $\Phi_{\text{HOLMES}}/\Phi_{\text{total}}$ , não há grande diferença entre os modelos de metalicidade solar e os de demais metalicidades.

Com base neste trabalho, concluímos que são necessários mais estudos para descrever a ionização observada no DIG extraplanar. Apesar dos modelos selecionados descreverem satisfatoriamente valores observados de  $[\text{S II}]\lambda\lambda 6716,6731/\text{H}\alpha$  e  $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$ , não foi possível quantificar com exatidão a contribuição proveniente das HOLMES, em decorrência dos intervalos abrangentes de  $\Phi_{\text{HOLMES}}/\Phi_{\text{total}}$ .

## 5.2 Perspectivas Futuras

Apesar da boa resolução espacial dos dados do MUSE, nem todas as medidas de linhas de emissão que realizamos apresentaram resultados confiáveis, como discutido na seção 2.6. Especialmente quando tratamos de linhas fracas, como a  $[\text{N II}]\lambda 5755$ , é necessário encontrar formas de aumentar a relação SNR, a fim de realizar tal medida de maneira satisfatória. O método utilizado em Postnikova and Bizyaev (2023), por exemplo, que consiste na binagem de *spaxels* de mesma altura, pode vir a ser uma boa solução para os nossos dados. Tal binagem não pode ser feita de maneira indiscriminada, visto que podemos ter variação no comportamento de propriedades físicas a diferentes distâncias ao centro galáctico. Sendo assim, é necessário averiguar como adaptar o respectivo método para os nossos dados, visto que o intuito é também não perder o diferencial da alta resolução espacial. Além disso, é necessário incorporar em nossas análises as incertezas dos dados observacionais, que aqui foram consideradas apenas durante a seleção dos modelos

de fotoionização. Devido à grande quantidade de *spaxels* em alguns gráficos, precisamos encontrar formas viáveis de representar as barras de erro, sem dificultar a interpretação dos dados devido à poluição visual.

Outro aspecto a ser aprimorado consiste dos modelos de fotoionização utilizados para comparar com os resultados observacionais. Conforme discutido no capítulo 4, os modelos utilizados para nossa análise foram desenvolvidos especificamente para a galáxia NGC891, sendo esta a primeira galáxia espiral vista de lado na qual foi detectado o DIG extraplanar (Dettmar 1990), e, portanto, se tratando de um objeto bastante estudado na literatura. No entanto, não podemos assumir que todas as galáxias espirais vistas de lado tenham comportamentos semelhantes em diversos parâmetros, pois isso pode levar a interpretações incorretas quando comparamos os resultados modelados com aqueles observados. Sendo assim, a fim de tentar reproduzir melhor os dados que temos para nossa amostra, é de nosso interesse realizar a comparação com outros modelos de fotoionização que também visam compreender o DIG, especialmente na região extraplanar.

Por fim, também temos como meta expandir a nossa amostra. Visto que o estudo do DIG extraplanar é algo relativamente recente, ainda não foram analisados tantos objetos, especialmente considerando dados de alta resolução espacial. Pretendemos aumentar a quantidade de galáxias analisadas, e uma das formas será utilizando dados provenientes do novo projeto GECKOS (do inglês *Generalising Edge-on galaxies and their Chemical bimodalities, Kinematics, and Outflows out to Solar environments*; van de Sande et al. 2024) do VLT/MUSE. GECKOS fará observações de 35 galáxias espirais vistas de lado do universo local ao longo deste ano, com data prevista de conclusão em outubro de 2024. Pretendemos, portanto, dar continuidade em nossa análise assim que tais dados se tornarem públicos, na fase 3 do ESO.

# Referências

- Martin Asplund, Nicolas Grevesse, A. Jacques Sauval, and Pat Scott. The Chemical Composition of the Sun. *ARA&A*, 47(1):481–522, September 2009. doi: 10.1146/annurev.astro.46.060407.145222.
- R. Bacon, M. Accardo, L. Adjali, H. Anwand, S. Bauer, I. Biswas, J. Blaizot, D. Boudon, S. Brau-Nogue, J. Brinchmann, P. Caillier, L. Capoani, C. M. Carollo, T. Contini, P. Couderc, E. Daguisé, S. Deiries, B. Delabre, S. Dreizler, J. Dubois, M. Dupieux, C. Dupuy, E. Emsellem, T. Fechner, A. Fleischmann, M. François, G. Gallou, T. Gharsa, A. Glindemann, D. Gojak, B. Guiderdoni, G. Hansali, T. Hahn, A. Jarno, A. Kelz, C. Koehler, J. Kosmalski, F. Laurent, M. Le Floch, S. J. Lilly, J. L. Lizon, M. Loupias, A. Manescau, C. Monstein, H. Nicklas, J. C. Olaya, L. Pares, L. Pasquini, A. Pécontal-Rousset, R. Pelló, C. Petit, E. Popow, R. Reiss, A. Remillieux, E. Renault, M. Roth, G. Rupprecht, D. Serre, J. Schaye, G. Soucail, M. Steinmetz, O. Streicher, R. Stuik, H. Valentin, J. Vernet, P. Weilbacher, L. Wisotzki, and N. Yerle. The MUSE second-generation VLT instrument. In Ian S. McLean, Suzanne K. Ramsay, and Hideki Takami, editors, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III*, volume 7735 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 773508, July 2010. doi: 10.1117/12.856027.
- J. A. Baldwin, M. M. Phillips, and R. Terlevich. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. *PASP*, 93:5–19, February 1981. doi: 10.1086/130766.
- G. Bruzual and S. Charlot. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. *MNRAS*, 344(4):1000–1028, October 2003. doi: 10.1046/j.1365-8711.2003.06897.x.
- Jason A. Cardelli, Geoffrey C. Clayton, and John S. Mathis. The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction. *ApJ*, 345:245, October 1989. doi: 10.1086/167900.
- Gilles Chabrier. Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. *PASP*, 115(809): 763–795, July 2003. doi: 10.1086/376392.
- R. Cid Fernandes, E. Pérez, R. García Benito, R. M. González Delgado, A. L. de Amorim, S. F. Sánchez, B. Husemann, J. Falcón Barroso, P. Sánchez-Blázquez, C. J. Walcher, and D. Mast. Resolving galaxies in time and space. I. Applying STARLIGHT to CALIFA datacubes. *A&A*, 557:A86, September 2013. doi: 10.1051/0004-6361/201220616.

- Roberto Cid Fernandes, Abílio Mateus, Laerte Sodré, Grażyna Stasińska, and Jean M. Gomes. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 358(2):363–378, Apr 2005. doi: 10.1111/j.1365-2966.2005.08752.x.
- S. Comerón, H. Salo, J. H. Knapen, and R. F. Peletier. The kinematics of local thick discs do not support an accretion origin. *A&A*, 623:A89, March 2019. doi: 10.1051/0004-6361/201833653.
- Sébastien Comerón, Bruce G. Elmegreen, Heikki Salo, Eija Laurikainen, E. Athanassoula, Albert Bosma, Johan H. Knapen, Dimitri A. Gadotti, Kartik Sheth, Joannah L. Hinz, Michael W. Regan, Armando Gil de Paz, Juan Carlos Muñoz-Mateos, Karín Menéndez-Delmestre, Mark Seibert, Taehyun Kim, Trisha Mizusawa, Jarkko Laine, Luis C. Ho, and Benne Holwerda. Breaks in Thin and Thick Disks of Edge-on Galaxies Imaged in the Spitzer Survey Stellar Structure in Galaxies (S<sup>4</sup>G). *ApJ*, 759(2):98, November 2012. doi: 10.1088/0004-637X/759/2/98.
- A. L. de Amorim, R. García-Benito, R. Cid Fernandes, C. Cortijo-Ferrero, R. M. González Delgado, E. A. D. Lacerda, R. López Fernández, E. Pérez, and N. Vale Asari. The PyCASSO database: spatially resolved stellar population properties for CALIFA galaxies. *MNRAS*, 471(3):3727–3752, November 2017. doi: 10.1093/mnras/stx1805.
- Gerard de Vaucouleurs, Antoinette de Vaucouleurs, Jr. Corwin, Herold G., Ronald J. Buta, Georges Paturel, and Pascal Fouque. *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*. 1991.
- R. J. Dettmar. The Distribution of the Diffuse Ionized Interstellar Medium Perpendicular to the Disk of the Edge-On Galaxy NGC891. *A&A*, 232:L15, June 1990.
- Michael A. Dopita and Ralph S. Sutherland. Spectral Signatures of Fast Shocks. II. Optical Diagnostic Diagrams. *ApJ*, 455:468, December 1995. doi: 10.1086/176596.
- J. Falcón-Barroso, P. Sánchez-Blázquez, A. Vazdekis, E. Ricciardelli, N. Cardiel, A. J. Cenarro, J. Gorgas, and R. F. Peletier. An updated MILES stellar library and stellar population models. *A&A*, 532:A95, August 2011. doi: 10.1051/0004-6361/201116842.
- G. J. Ferland, K. T. Korista, D. A. Verner, J. W. Ferguson, J. B. Kingdon, and E. M. Verner. CLOUDY 90: Numerical Simulation of Plasmas and Their Spectra. *PASP*, 110 (749):761–778, July 1998. doi: 10.1086/316190.
- N. Flores-Fajardo, C. Morisset, G. Stasinska, and L. Binette. Ionization of the diffuse gas in galaxies: Hot low-mass evolved stars at work – proceedings IAUS284. *arXiv e-prints*, art. arXiv:1111.3614, November 2011.

- Thomas Zerrenner Flório. Análise de linhas de emissão em galáxias: O gás difuso ionizado nas galáxias do manga. Master's thesis, UFSC, Sep 2018.
- L. Girardi, A. Bressan, C. Chiosi, G. Bertelli, and E. Nasi. Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. VI.  $Z=0.0001$ . *A&AS*, 117:113–125, May 1996.
- L. M. Haffner, R. J. Dettmar, J. E. Beckman, K. Wood, J. D. Slavin, C. Giammanco, G. J. Madsen, A. Zurita, and R. J. Reynolds. The warm ionized medium in spiral galaxies. *Reviews of Modern Physics*, 81(3):969–997, July 2009. doi: 10.1103/RevModPhys.81.969.
- Charles G. Hoopes and René A. M. Walterbos. Optical Spectroscopy and Ionization Models of the Diffuse Ionized Gas in M33, M51/NGC 5195, and M81. *ApJ*, 586(2): 902–922, April 2003. doi: 10.1086/367954.
- F. Hoyle and G. R. A. Ellis. On the Existence of an Ionized Layer about the Galactic Plane. *Australian Journal of Physics*, 16:1, March 1963. doi: 10.1071/PH630001.
- E. P. Hubble. Cepheids in Spiral Nebulae. *Popular Astronomy*, 33:252–255, January 1925.
- E. P. Hubble. Extragalactic nebulae. *ApJ*, 64:321–369, December 1926. doi: 10.1086/143018.
- E. B. Jensen, K. M. Strom, and S. E. Strom. Composition Gradients in Spiral Galaxies: a Consistency Check on the  $\alpha$ -Wave Theory. *ApJ*, 209:748–769, November 1976. doi: 10.1086/154773.
- A. Jones, G. Kauffmann, R. D'Souza, D. Bizyaev, D. Law, L. Haffner, Y. Bahé, B. Andrews, M. Bershad, J. Brownstein, K. Bundy, B. Cherinka, A. Diamond-Stanic, N. Drory, R. A. Riffel, S. F. Sánchez, D. Thomas, D. Wake, R. Yan, and K. Zhang. SDSS IV MaNGA: Deep observations of extra-planar, diffuse ionized gas around late-type galaxies from stacked IFU spectra. *A&A*, 599:A141, March 2017. doi: 10.1051/0004-6361/201629802.
- Rudolf Kippenhahn and Alfred Weigert. *Stellar Structure and Evolution*. 1994.
- E. A. D. Lacerda, R. Cid Fernandes, G. S. Couto, G. Stasińska, R. García-Benito, N. Vale Asari, E. Pérez, R. M. González Delgado, S. F. Sánchez, and A. L. de Amorim. Diffuse ionized gas in galaxies across the Hubble sequence at the CALIFA resolution. *MNRAS*, 474(3):3727–3739, March 2018. doi: 10.1093/mnras/stx3022.
- J. F. Le Borgne, G. Bruzual, R. Pelló, A. Lançon, B. Rocca-Volmerange, B. Sanahuja, D. Schaerer, C. Soubiran, and R. Vílchez-Gómez. STELIB: A library of stellar spectra at  $R \sim 2000$ . *A&A*, 402:433–442, May 2003. doi: 10.1051/0004-6361:20030243.

- B. Leibundgut, R. Bacon, F. Bian, D. Kakkad, H. Kuntschner, F. Selman, E. Valenti, J. Vernet, F. Vogt, and D. Wylezalek. MUSE Narrow Field Mode Adaptive Optics Science Verification. *The Messenger*, 176:16–19, June 2019. doi: 10.18727/0722-6691/5136.
- Rebecca C. Levy, Alberto D. Bolatto, Sebastián F. Sánchez, Leo Blitz, Dario Colombo, Veselina Kalinova, Carlos López-Cobá, Eve C. Ostriker, Peter Teuben, Dyas Utomo, Stuart N. Vogel, and Tony Wong. The EDGE-CALIFA Survey: Evidence for Pervasive Extraplanar Diffuse Ionized Gas in Nearby Edge-on Galaxies. *ApJ*, 882(2):84, September 2019. doi: 10.3847/1538-4357/ab2ed4.
- V. Luridiana, C. Morisset, and R. A. Shaw. PyNeb: a new tool for analyzing emission lines. I. Code description and validation of results. *A&A*, 573:A42, January 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201323152.
- Anthony H. Minter and Steven R. Spangler. Heating of the Interstellar Diffuse Ionized Gas via the Dissipation of Turbulence. *ApJ*, 485(1):182–194, August 1997. doi: 10.1086/304396.
- C. Morisset. The Mexican Million Models database: a virtual observatory for gaseous nebulae. *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 80:397, January 2009. doi: 10.48550/arXiv.0909.3313.
- Christophe Morisset. pyCloudy: Tools to manage astronomical Cloudy photoionization code. Astrophysics Source Code Library, record ascl:1304.020, April 2013.
- NASA. Spiral galaxy (side view, purple). <https://universe.nasa.gov/resources/198/spiral-galaxy-side-view-purple/>, 2023a. Accessed: 01-02-2024.
- NASA. Spiral galaxy (purple). <https://universe.nasa.gov/resources/200/spiral-galaxy-purple/>, 2023b. Acesso: 01-02-2024.
- ESA/Hubble & NASA. Ngc2683 – hubble spies a ufo. <https://science.nasa.gov/missions/hubble/hubble-spies-a-spiral-galaxy-edge-on/>, 2012. Acesso:06-03-2024.
- ESA/Hubble & NASA. Ngc1566 – hubble tangos with a dancer in dorado. <https://science.nasa.gov/missions/hubble/hubble-tangos-with-a-dancer-in-dorado/>, 2023c. Acesso: 19-11-2023.
- B. Otte, R. J. Reynolds, III Gallagher, J. S., and A. M. N. Ferguson. Searching for Additional Heating: [O II] Emission in the Diffuse Ionized Gas of NGC 891, NGC 4631, and NGC 3079. *ApJ*, 560(1):207–221, October 2001. doi: 10.1086/322343.

- V. K. Postnikova and D. Bizyaev. SDSS-IV MaNGA: Ionization Sources of the Extraplanar Diffuse Ionized Gas. *Astronomy Letters*, 49(4):151–166, April 2023. doi: 10.1134/S1063773723040047.
- Richard J. Rand. Further Spectroscopy of the Diffuse Ionized Gas in NGC 891 and Evidence for a Secondary Source of Ionization. *ApJ*, 501(1):137–152, July 1998. doi: 10.1086/305814.
- R. P. V. Rautio, A. E. Watkins, S. Comerón, H. Salo, S. Díaz-García, and J. Janz. The multifarious ionization sources and disturbed kinematics of extraplanar gas in five low-mass galaxies. *A&A*, 659:A153, March 2022. doi: 10.1051/0004-6361/202142440.
- John C. Raymond. Microflare Heating of the Galactic Halo. *ApJ*, 384:502, January 1992. doi: 10.1086/170892.
- R. J. Reynolds. Lower Limits on the Temperature and Hydrogen Ionization Fraction in the Diffuse, Ionized Interstellar Gas. *ApJ*, 345:811, October 1989. doi: 10.1086/167952.
- R. J. Reynolds and D. P. Cox. Heating the Warm Ionized Medium. *ApJ*, 400:L33, November 1992. doi: 10.1086/186642.
- R. J. Reynolds, F. Scherb, and F. L. Roesler. Observations of Diffuse Galactic HA and [n II] Emission. *ApJ*, 185:869–876, November 1973. doi: 10.1086/152461.
- C. Rola and D. Pelat. On the estimation of intensity for low S/N ratio narrow emission lines. *A&A*, 287:676–684, July 1994.
- Heikki Salo, Eija Laurikainen, Jarkko Laine, Sebastien Comerón, Dimitri A. Gadotti, Ron Buta, Kartik Sheth, Dennis Zaritsky, Luis Ho, Johan Knapen, E. Athanassoula, Albert Bosma, Seppo Laine, Mauricio Cisternas, Taehyun Kim, Juan Carlos Muñoz-Mateos, Michael Regan, Joannah L. Hinz, Armando Gil de Paz, Karin Menendez-Delmestre, Trisha Mizusawa, Santiago Erroz-Ferrer, Sharon E. Meidt, and Miguel Querejeta. The Spitzer Survey of Stellar Structure in Galaxies (S<sup>4</sup>G): Multi-component Decomposition Strategies and Data Release. *ApJS*, 219(1):4, July 2015. doi: 10.1088/0067-0049/219/1/4.
- Edwin E. Salpeter. The Luminosity Function and Stellar Evolution. *ApJ*, 121:161, January 1955. doi: 10.1086/145971.
- David J. Schlegel, Douglas P. Finkbeiner, and Marc Davis. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. *ApJ*, 500(2):525–553, June 1998. doi: 10.1086/305772.
- Kartik Sheth, Michael Regan, Joannah L. Hinz, Armando Gil de Paz, Karín Menéndez-Delmestre, Juan-Carlos Muñoz-Mateos, Mark Seibert, Taehyun Kim, Eija Laurikainen,

- Heikki Salo, Dimitri A. Gadotti, Jarkko Laine, Trisha Mizusawa, Lee Armus, E. Athanassoula, Albert Bosma, Ronald J. Buta, Peter Capak, Thomas H. Jarrett, Debra M. Elmegreen, Bruce G. Elmegreen, Johan H. Knapen, Jin Koda, George Helou, Luis C. Ho, Barry F. Madore, Karen L. Masters, Bahram Mobasher, Patrick Ogle, Chien Y. Peng, Eva Schinnerer, Jason A. Surace, Dennis Zaritsky, Sébastien Comerón, Bonita de Swardt, Sharon E. Meidt, Mansi Kasliwal, and Manuel Aravena. The Spitzer Survey of Stellar Structure in Galaxies (S4G). *PASP*, 122(898):1397, December 2010. doi: 10.1086/657638.
- Grażyna Stasińska, Marina Trevisan, and Natalia Vale Asari. Planetary Nebulae and the Ionization of the Interstellar Medium in Galaxies. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 9:913485, July 2022. doi: 10.3389/fspas.2022.913485.
- Peter B. Stetson. DAOPHOT: A Computer Program for Crowded-Field Stellar Photometry. *PASP*, 99:191, March 1987. doi: 10.1086/131977.
- N. Vale Asari, G. S. Couto, R. Cid Fernandes, G. Stasińska, A. L. de Amorim, D. Ruschel-Dutra, A. Werle, and T. Z. Florido. Diffuse ionized gas and its effects on nebular metallicity estimates of star-forming galaxies. *MNRAS*, 489(4):4721–4733, November 2019. doi: 10.1093/mnras/stz2470.
- J. van de Sande, A. Fraser-McKelvie, D. B. Fisher, M. Martig, M. R. Hayden, and Geckos Survey Collaboration. GECKOS: Turning galaxy evolution on its side with deep observations of edge-on galaxies. In Fatemeh Tabatabaei, Beatriz Barbuy, and Yuan-Sen Ting, editors, *Early Disk-Galaxy Formation from JWST to the Milky Way*, volume 377, pages 27–33, January 2024. doi: 10.1017/S1743921323001138.
- Rene A. M. Walterbos and Robert Braun. Diffuse Ionized Gas in the Spiral Galaxy M31. *ApJ*, 431:156, August 1994. doi: 10.1086/174475.
- Kai Zhang, Renbin Yan, Kevin Bundy, Matthew Bershady, L. Matthew Haffner, René Walterbos, Roberto Maiolino, Christy Tremonti, Daniel Thomas, Niv Drory, Amy Jones, Francesco Belfiore, Sebastian F. Sánchez, Aleksandar M. Diamond-Stanic, Dmitry Bizyaev, Christian Nitschelm, Brett Andrews, Jon Brinkmann, Joel R. Brownstein, Edmond Cheung, Cheng Li, David R. Law, Alexandre Roman Lopes, Daniel Oravetz, Kaike Pan, Thaisa Storchi Bergmann, and Audrey Simmons. SDSS-IV MaNGA: the impact of diffuse ionized gas on emission-line ratios, interpretation of diagnostic diagrams and gas metallicity measurements. *MNRAS*, 466(3):3217–3243, April 2017. doi: 10.1093/mnras/stw3308.
- A. Zurita, M. Rozas, and J. E. Beckman. The origin of the ionization of the diffuse interstellar medium in spiral galaxies. I. Photometric measurements. *A&A*, 363:9–28, November 2000.

# APÊNDICE A – Resultados Observacionais Completos

No Capítulo 3 discutimos alguns de nossos resultados observacionais mais relevantes para toda a amostra, com possíveis interpretações. A seguir, iremos apresentar brevemente todos os painéis, organizados em uma única figura por galáxia, ordenadas de acordo com a distância  $D$  ao centro Galáctico. Nos painéis de (a) a (g) temos mapas de diferentes medidas, enquanto que nos painéis de (h) a (1b) temos gráficos de diversas medidas de razões de linhas contra a largura equivalente em  $H\alpha$  (painéis h e o) ou contra a distância ao plano  $z$  (demais painéis). As linhas tracejadas em (g) indicam os eixos perpendicular e paralelo ao plano galáctico. A coloração dos painéis de (h) a (1b) equivalem ao esquema de cores do painel (g), que indica a variação da distância  $\rho/r_{25}$ . A razão presente no canto superior direito dos painéis de (h) a (1b) indicam a quantidade de *spaxels* presentes no gráfico após a filtragem por SNR e ANR com relação ao total de *spaxels* existentes para aquela galáxia. Por fim, o sobrescrito *dr* presente em algumas linhas de emissão indica que o fluxo foi desavermelhado utilizando Cardelli et al. (1989) com  $R_V = 3.1$ .

Em (a) temos o fluxo no comprimento de onda de normalização  $\lambda 5635 \text{ \AA}$ ; em (b) a largura equivalente em  $H\alpha$ ; em (c), razão entre as linhas de balmer  $H\alpha$  e  $H\beta$ ; em (d), a densidade superficial de massa estelar; em (e), o brilho superficial em  $H\alpha$ ; em (f), o valor médio da idade estelar ponderada pela luminosidade; em (g), a distância ao centro galáctico ponderado pelo raio isofotal. Em (h) e (l) temos no eixo  $y$  a razão de linhas  $[\text{O III}]/H\beta$ ; em (i) e (o),  $[\text{N II}]/H\alpha$ ; em (j),  $\text{EW}(H\alpha)$ ; em (k),  $H\alpha/H\beta$ ; em (m), entre as razões  $[\text{O III}]/H\beta$  e  $[\text{N II}]/H\alpha$ ; em (n),  $[\text{O I}]/H\alpha$ ; em (p),  $[\text{N II}]\lambda 5755/H\alpha$ ; em (q),  $[\text{N II}]\lambda 5755^{\text{dr}}/[\text{N II}]\lambda 6584^{\text{dr}}$ ; em (r),  $[\text{He I}]\lambda 5876/H\alpha$ ; em (s),  $[\text{S III}]\lambda 9068/H\alpha$ ; em (t),  $[\text{S III}]\lambda 9068^{\text{dr}}/[\text{S II}]\lambda \lambda 6716, 6731^{\text{dr}}$ ; em (v),  $[\text{S II}]\lambda \lambda 6716, 6731/H\alpha$ ; em (w),  $[\text{S II}]\lambda 6731/[\text{S II}]\lambda 6716$ ; em (x),  $[\text{Ar III}]\lambda 7135/H\alpha$ ; em (y),  $[\text{Ar IV}]\lambda 4740/H\beta$ ; em (z),  $[\text{Ar IV}]\lambda 4740^{\text{dr}}/[\text{Ar III}]\lambda 7135^{\text{dr}}$ ; em (1a),  $[\text{N II}]\lambda 6584^{\text{dr}}/[\text{O II}]\lambda 7325^{\text{dr}}$ ; e, por fim, em (1b),  $[\text{O II}]\lambda 7325/H\alpha$ .

Os painéis mencionados ao longo do Capítulo 3 se relacionam com os apresentados aqui da seguinte forma: Os painéis (a), (b), (e) estão presentes na Figura 11; os painéis (j) se encontram na Figura 12; (o) está na Figura 13; (v) está na Fig. 14; (n), na Fig. 15; (l), na Fig. 16, e (1a), na Fig. 17.

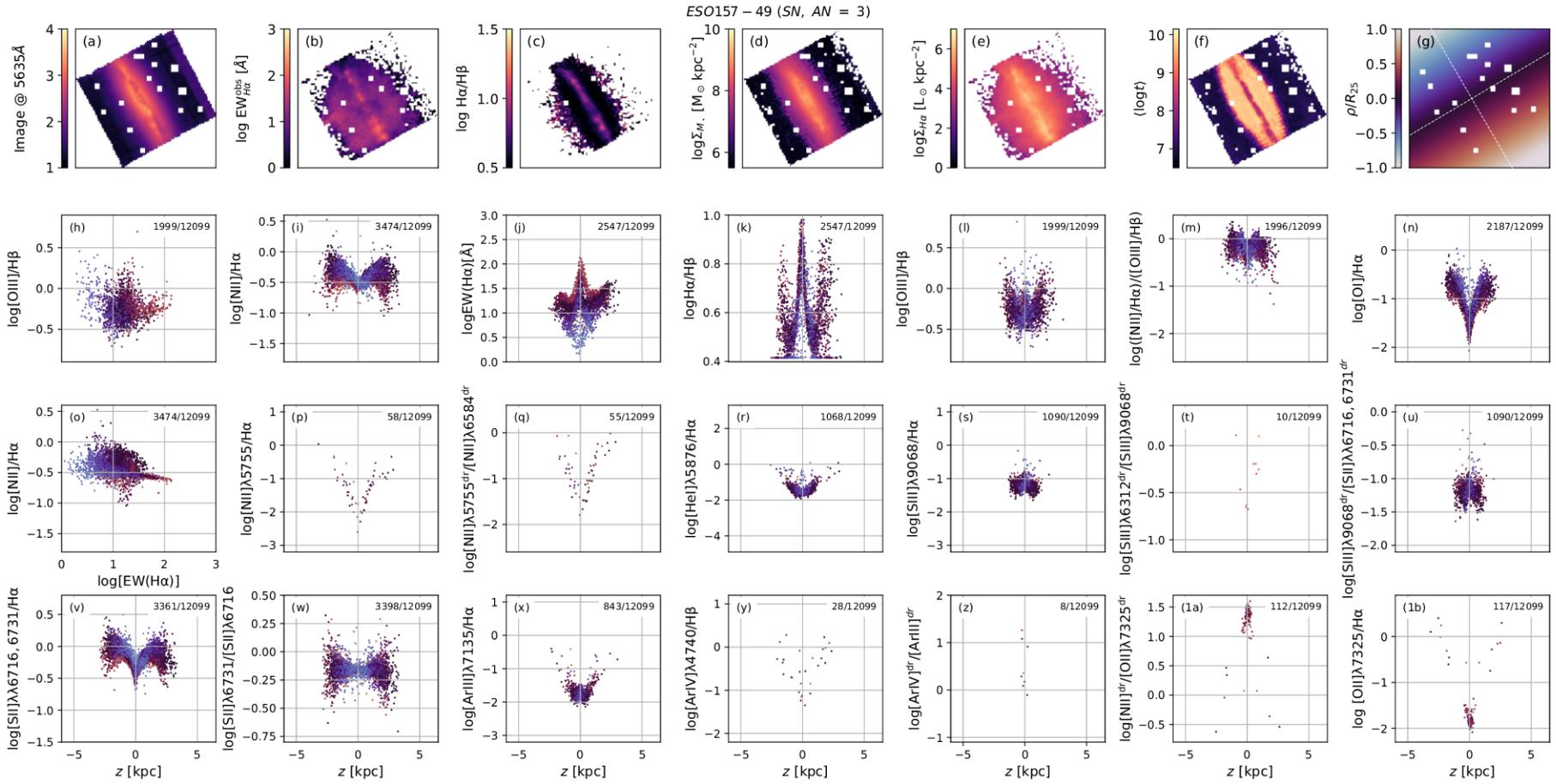


Figura 27 – Resultados observacionais obtidos para a galáxia ESO157-49. A descrição dos painéis está presente no texto do Apêndice A.

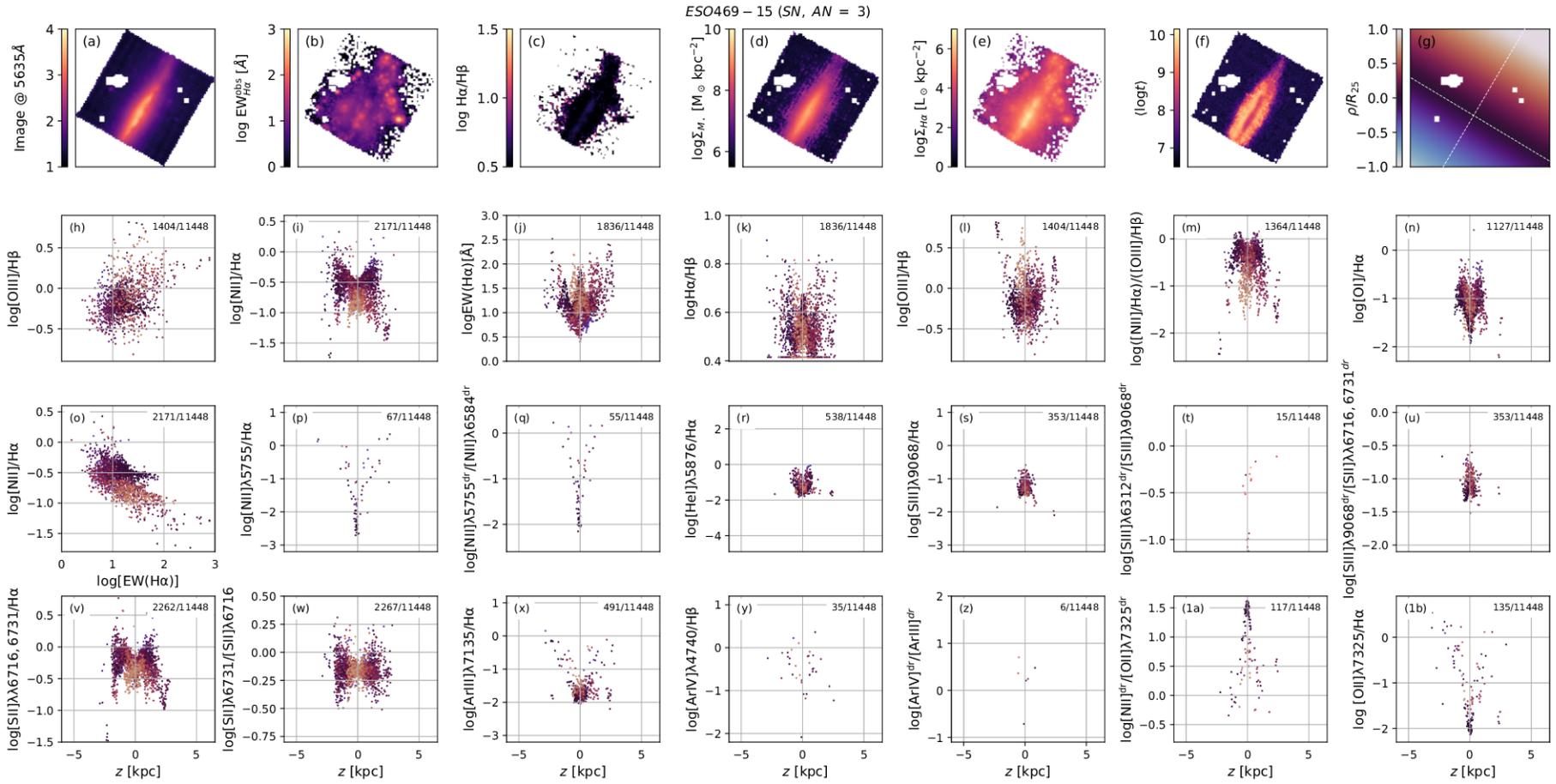


Figura 28 – Resultados observacionais obtidos para a galáxia ESO469-15, análoga à Figura 27.

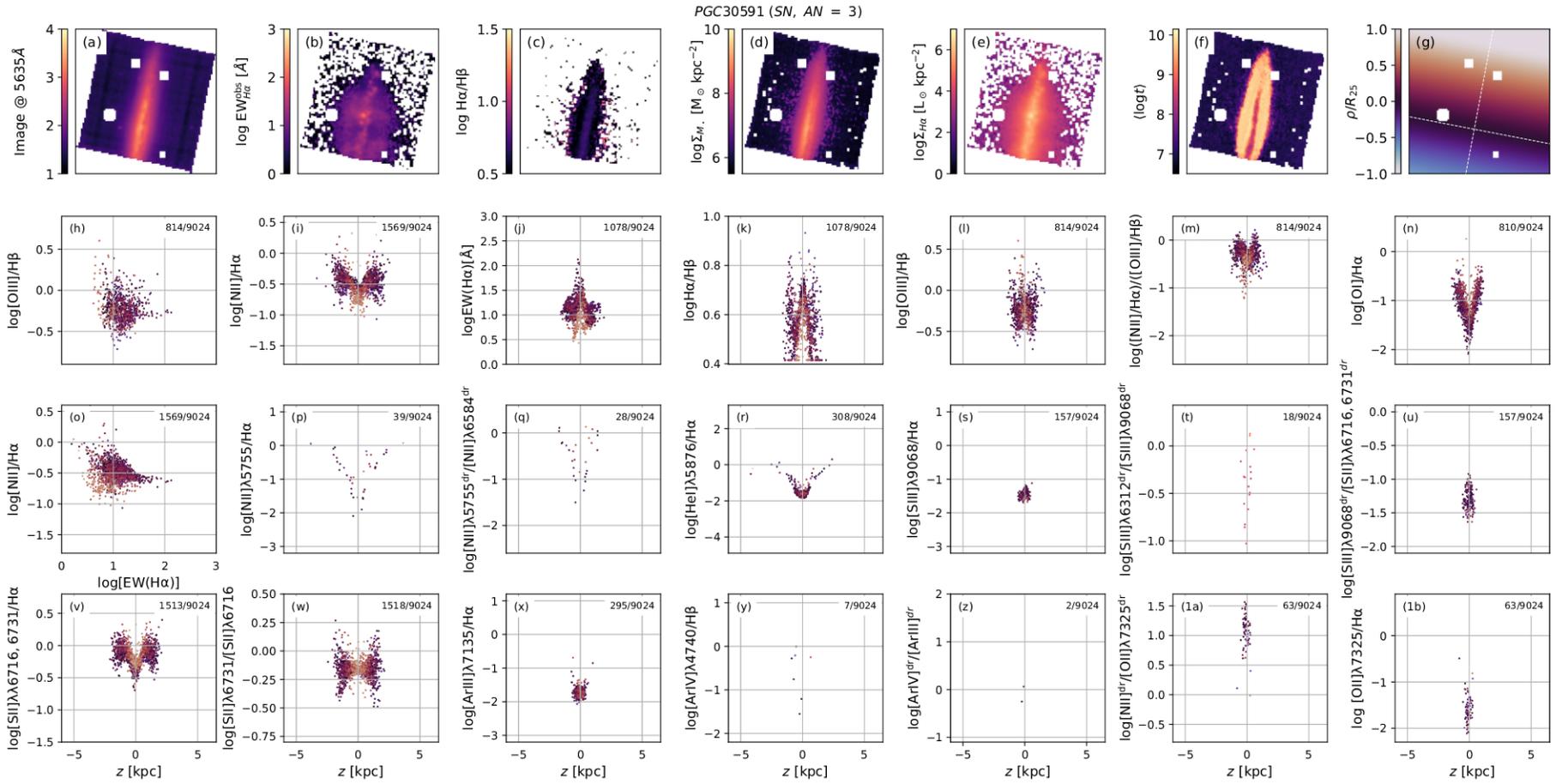


Figura 29 – Resultados observacionais obtidos para a galáxia PGC30591, análoga à Figura 27.

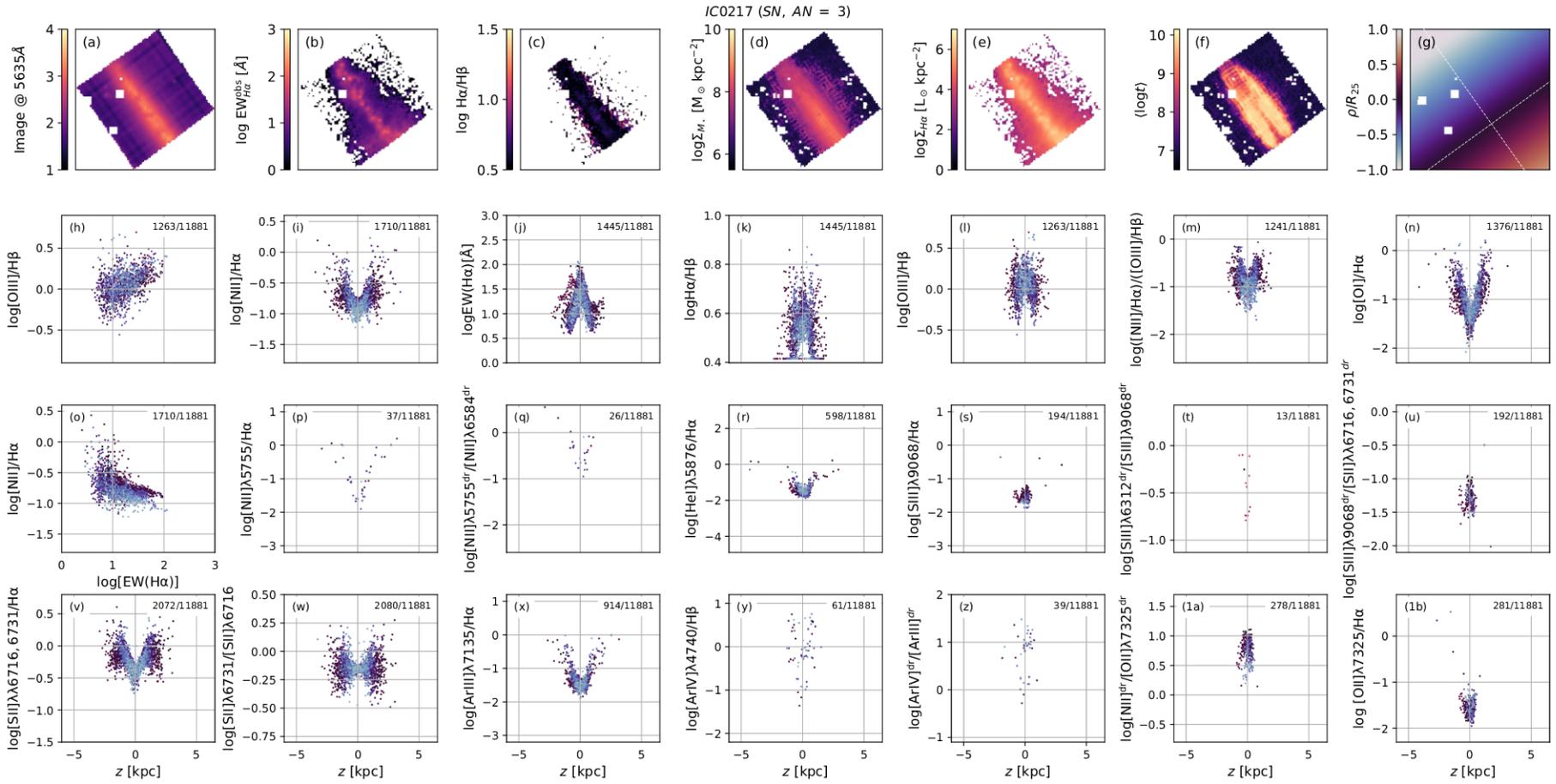


Figura 30 – Resultados observacionais obtidos para a galáxia IC0217, análoga à Figura 27.

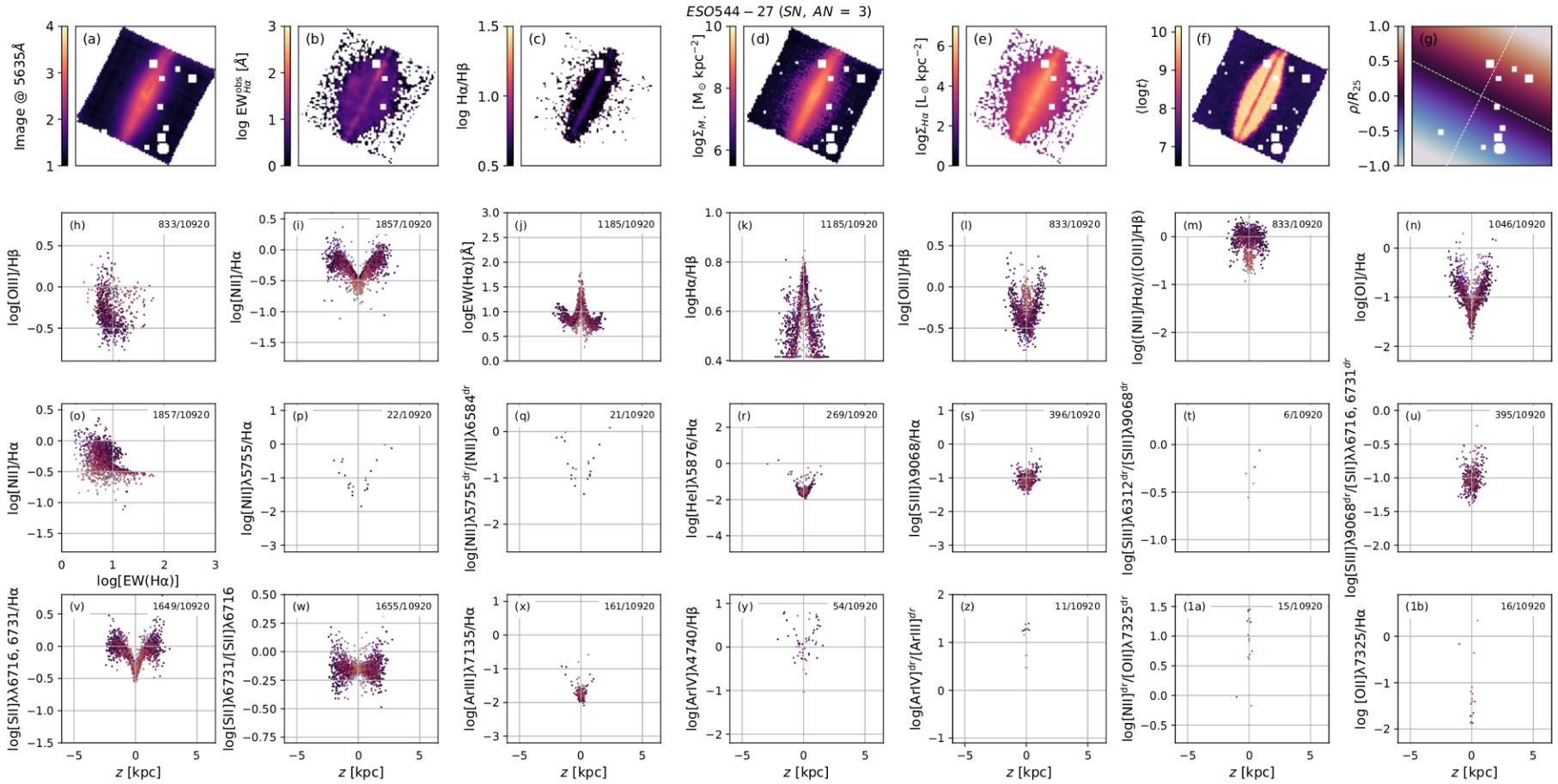


Figura 31 – Resultados observacionais obtidos para a galáxia ESO544-27, análoga à Figura 27.

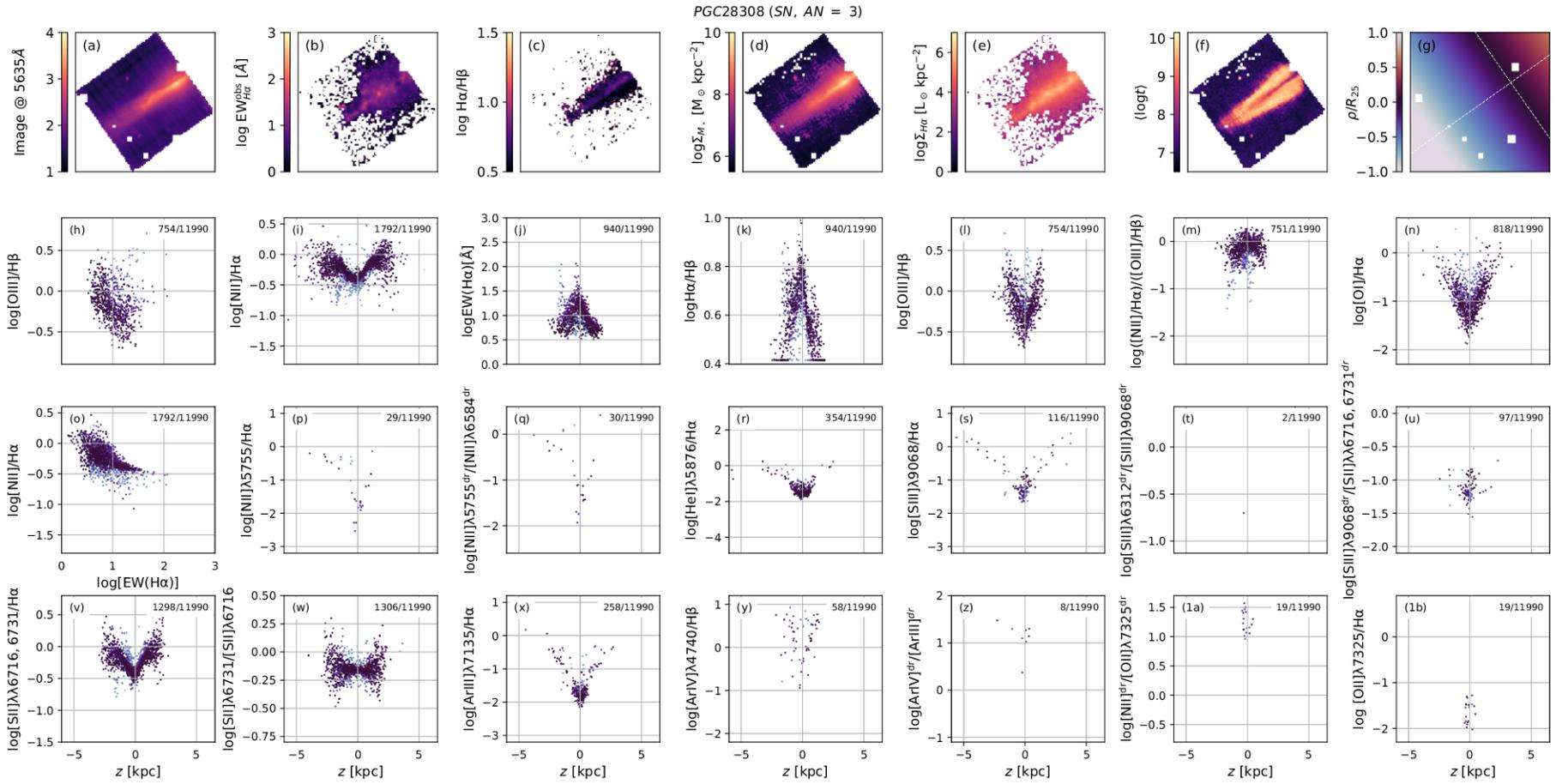


Figura 32 – Resultados observacionais obtidos para a galáxia PGC28308, análoga à Figura 27.

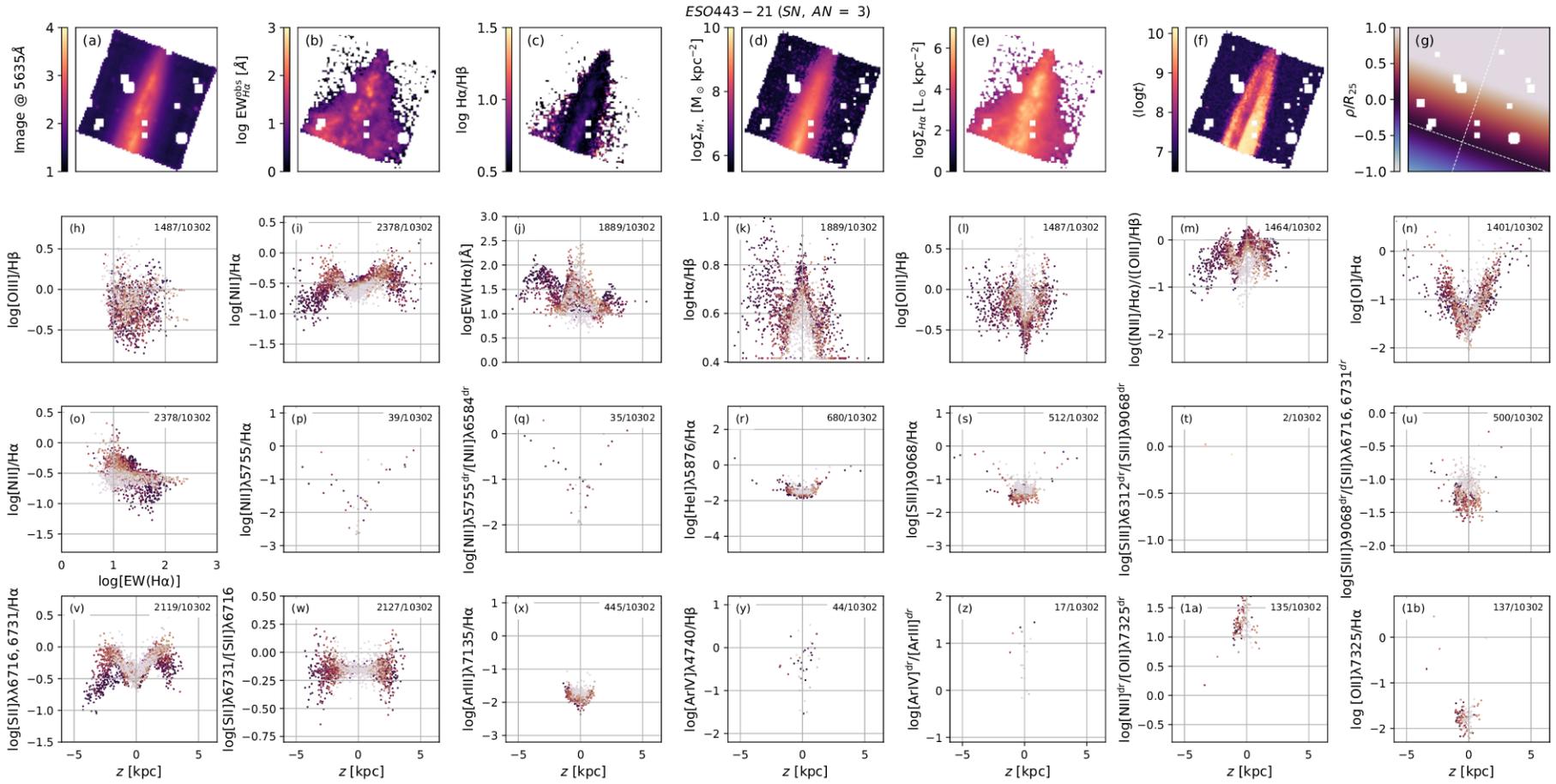


Figura 33 – Resultados observacionais obtidos para a galáxia ESO443-21, análoga à Figura 27.

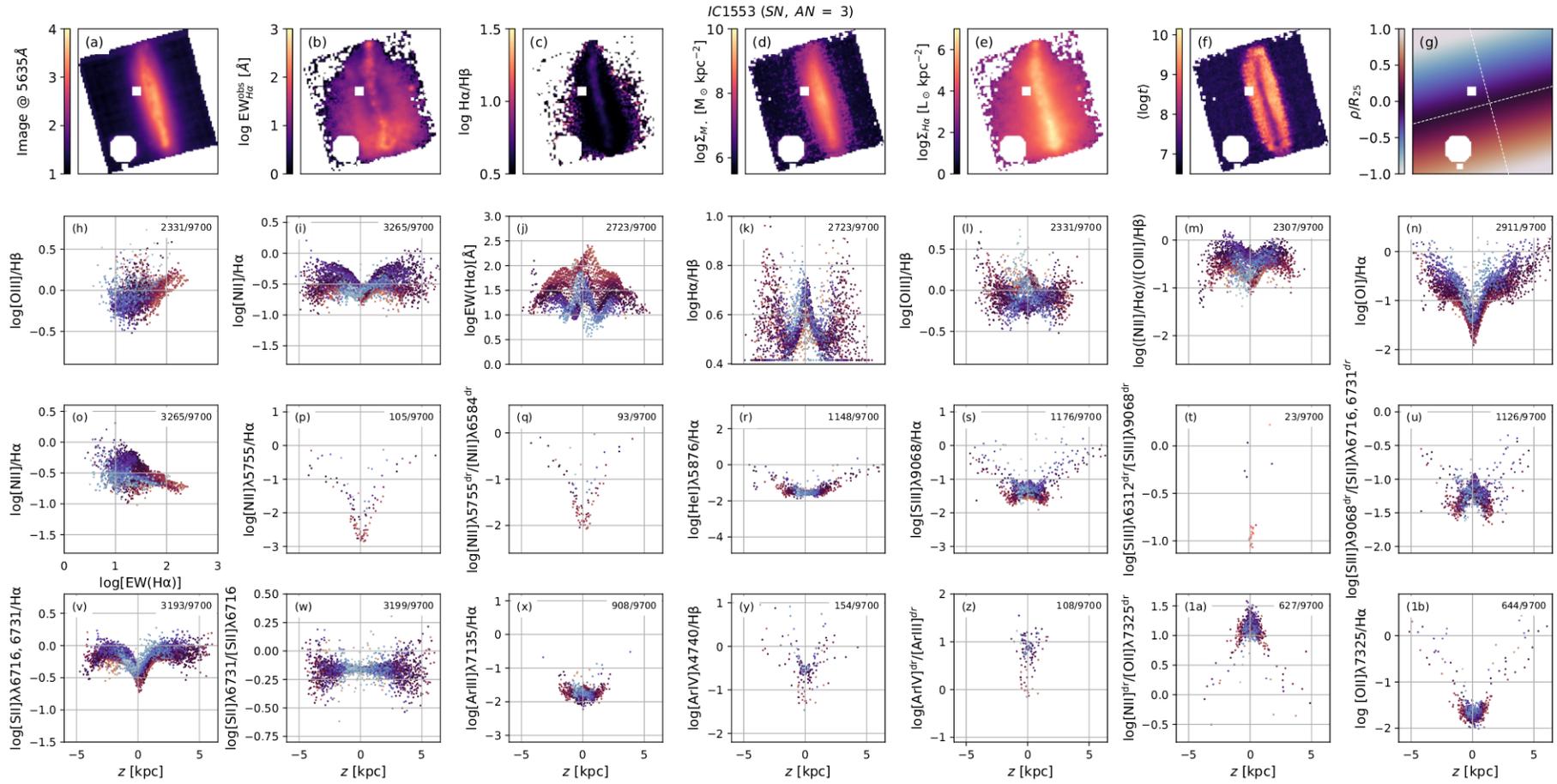


Figura 34 – Resultados observacionais obtidos para a galáxia IC1553, análoga à Figura 27.

# APÊNDICE B – Percentis dos Modelos de Fotoionização

Ao longo do Capítulo 4 apresentamos a comparação entre os modelos de fotoionização elaborados por Flores-Fajardo et al. (2011) e os nossos resultados observacionais selecionados a partir dos valores observacionais de  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$  e  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ , e discutimos algumas possíveis interpretações. Nas Figuras de 19 a 26, as barras verticais indicam resultados modelados considerando máximo e mínimo para um mesmo *spaxel*, com a intensidade da cor indicando a quantidade de modelos para uma mesma altura. A seguir, temos os mesmos painéis, conforme discutido ao longo do capítulo, mas com as barras representando os valores modelados correspondentes aos percentis de 25% a 75%. Vemos, portanto, intervalos mais restritos de valores modelados do que em relação aos apresentados ao longo das Figuras de 19 a 26.

De maneira análoga, a coloração das barras em preto e amarelo indicam os modelos sem restrição de metalicidade e de metalicidade solar, respectivamente, e os pontos em roxo indicam os valores observacionais. Assim como ao longo do capítulo mencionado, os painéis indicam a variação das seguintes medidas físicas com relação à distância ao plano  $z$ : razões de linha de emissão (a)  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ , (b)  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ , (c)  $[\text{O II}]/\text{H}\alpha$ , (d)  $[\text{S II}]\lambda\lambda 6716, 6731/\text{H}\alpha$  e (e)  $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$ ; (f) parâmetro de ionização  $U$ ; (g) temperatura eletrônica  $T_e$  de onde é produzido o íon  $\text{O}^+$ ; (h) densidade eletrônica  $n_e$  de regiões em que o íon  $\text{O}^+$  é produzido; (i) abundância relativa  $\text{N}/\text{O}$  e (j) percentual do fluxo médio de fótons ionizantes emitidos por estrelas HOLMES  $\Phi_{\text{HOLMES}}/\Phi_{\text{total}}$ . Aqui também ordenamos as figuras de acordo com a distância ao centro Galáctico.

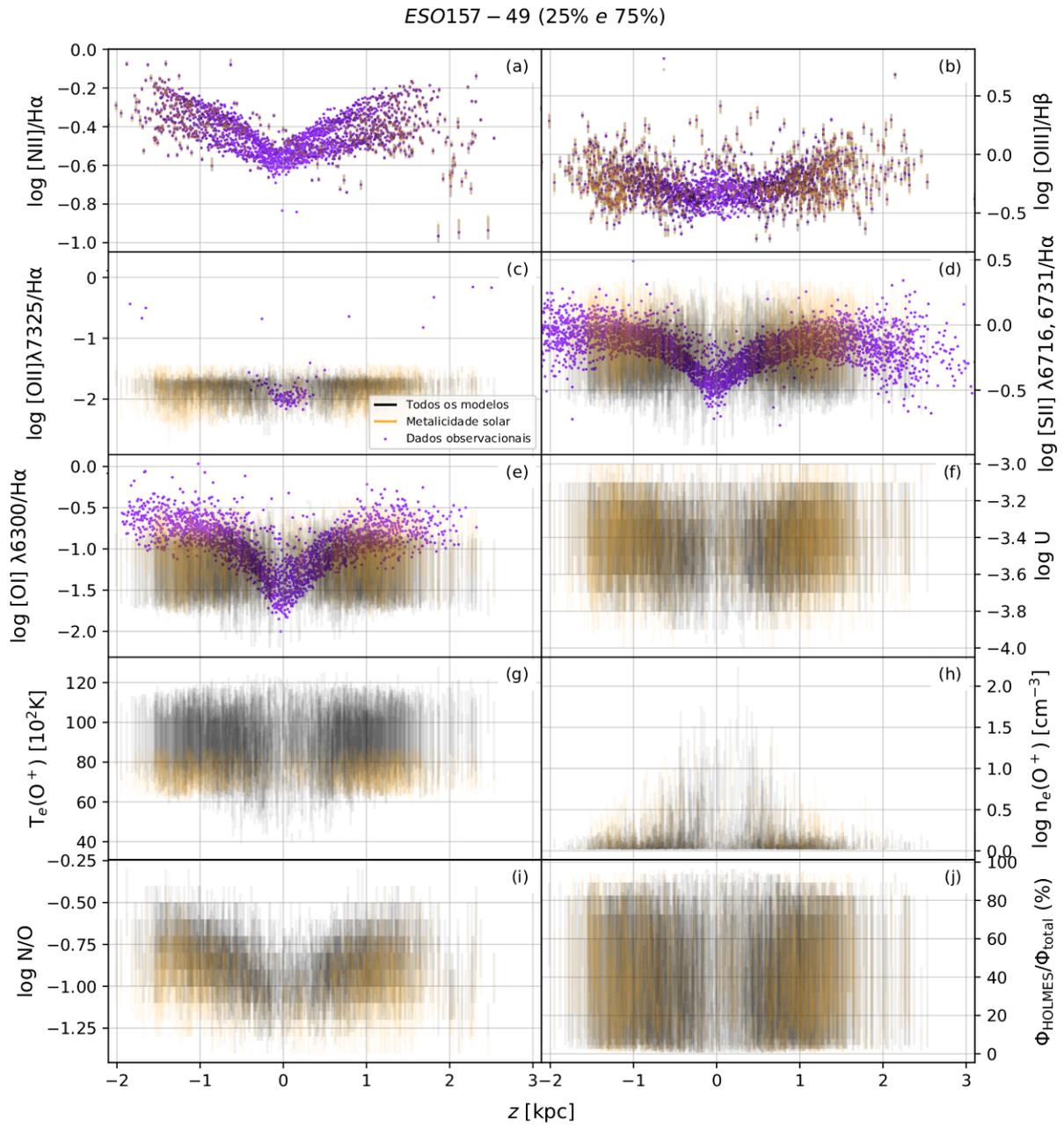


Figura 35 – Percentis de 25% a 75% dos valores provenientes dos modelos de fotoionização selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia ESO157-49.

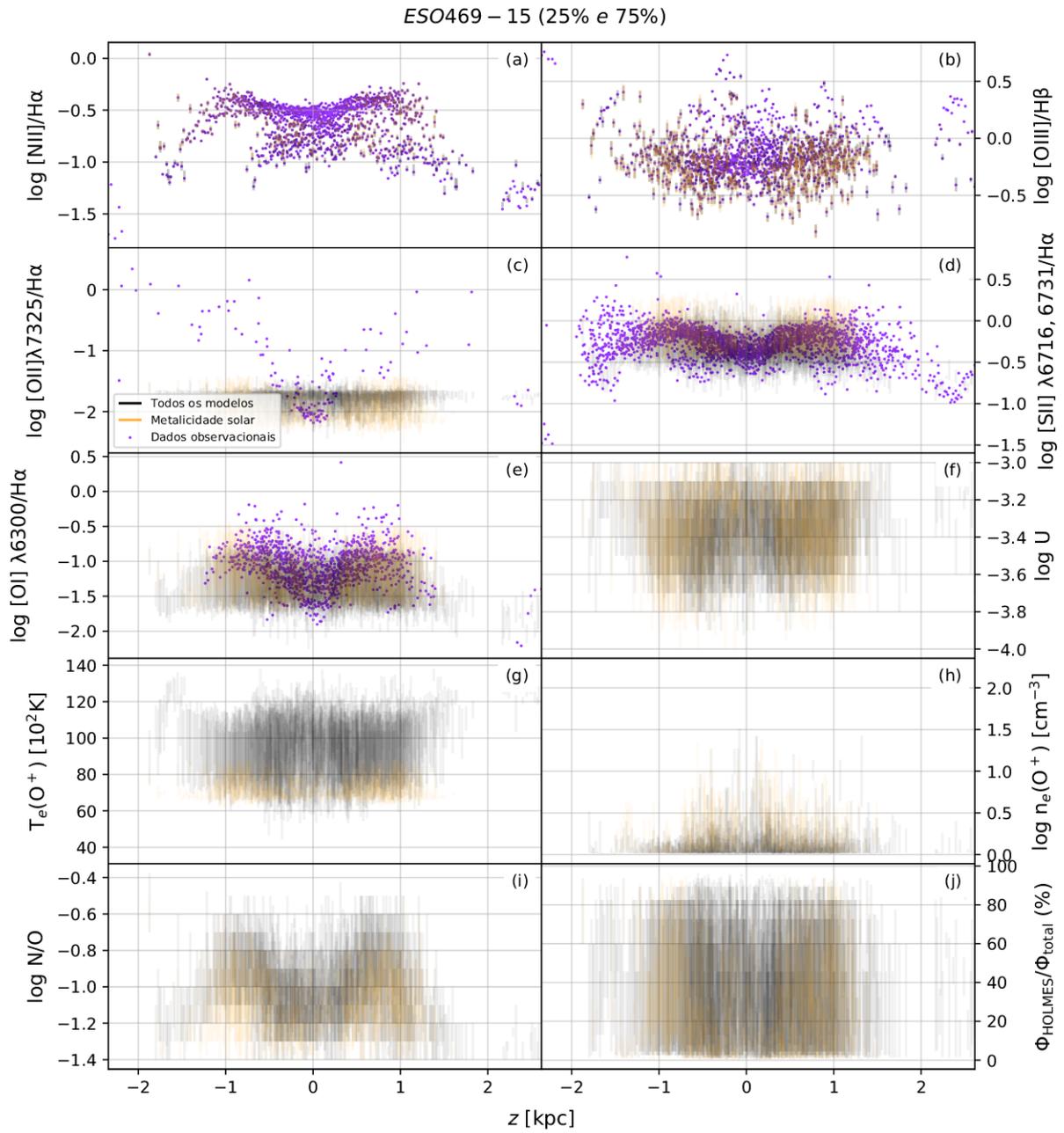


Figura 36 – Percentis de 25% a 75% dos valores provenientes dos modelos de fotoionização selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia ESO469-15.

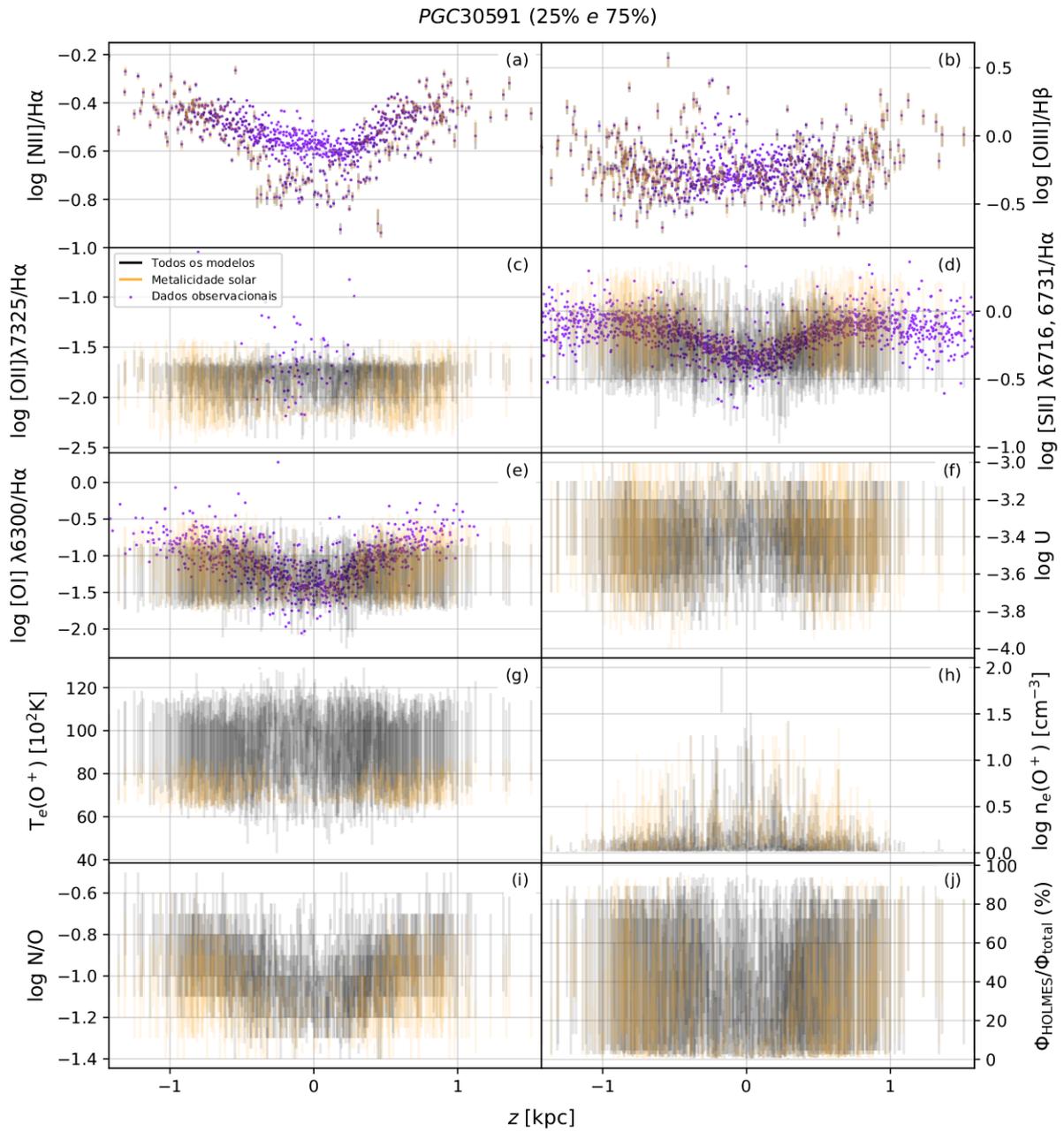


Figura 37 – Percentis de 25% a 75% dos valores provenientes dos modelos de fotoionização selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia PGC30591.

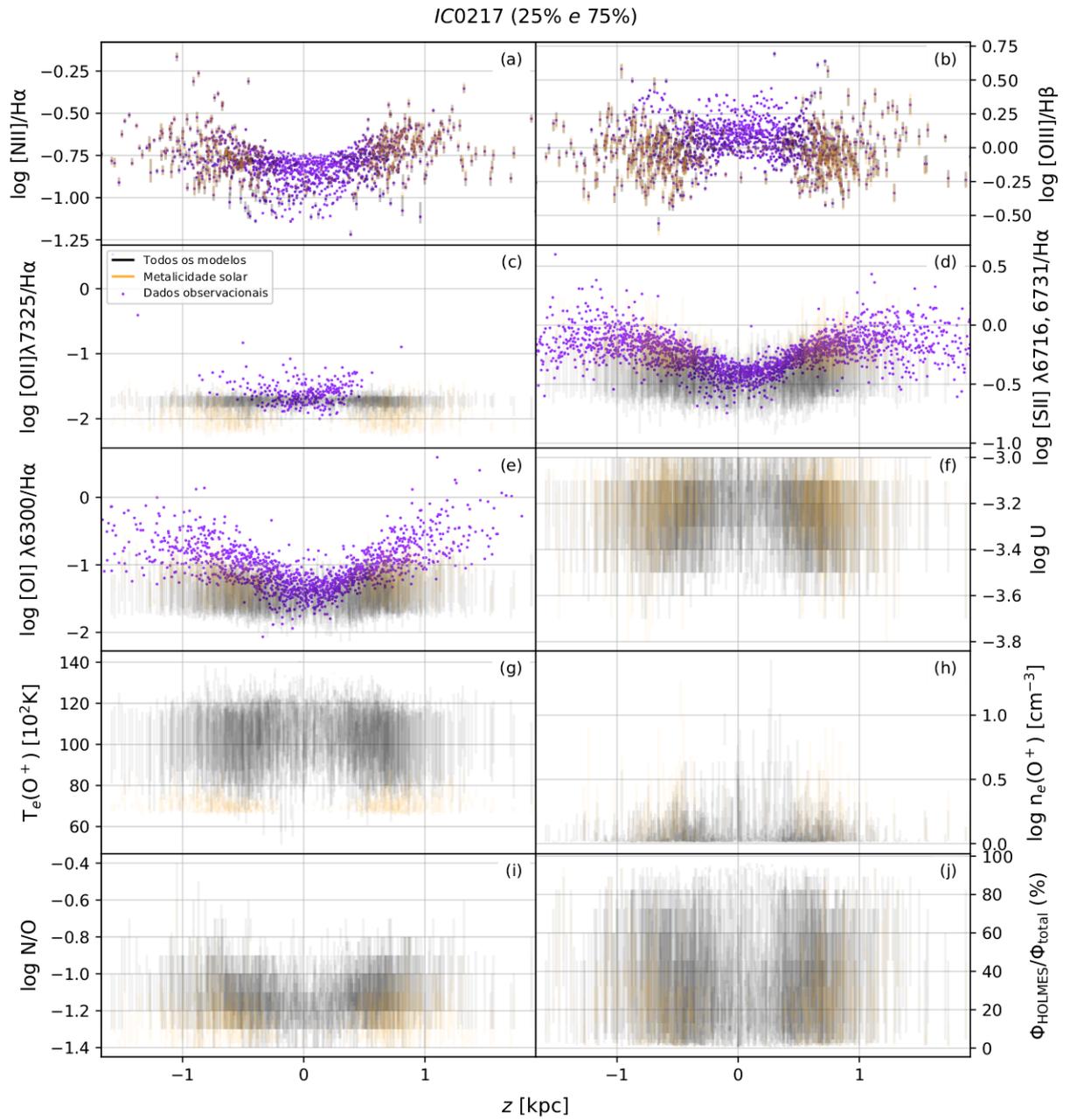


Figura 38 – Percentis de 25% a 75% dos valores provenientes dos modelos de fotoionização selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia IC0217.

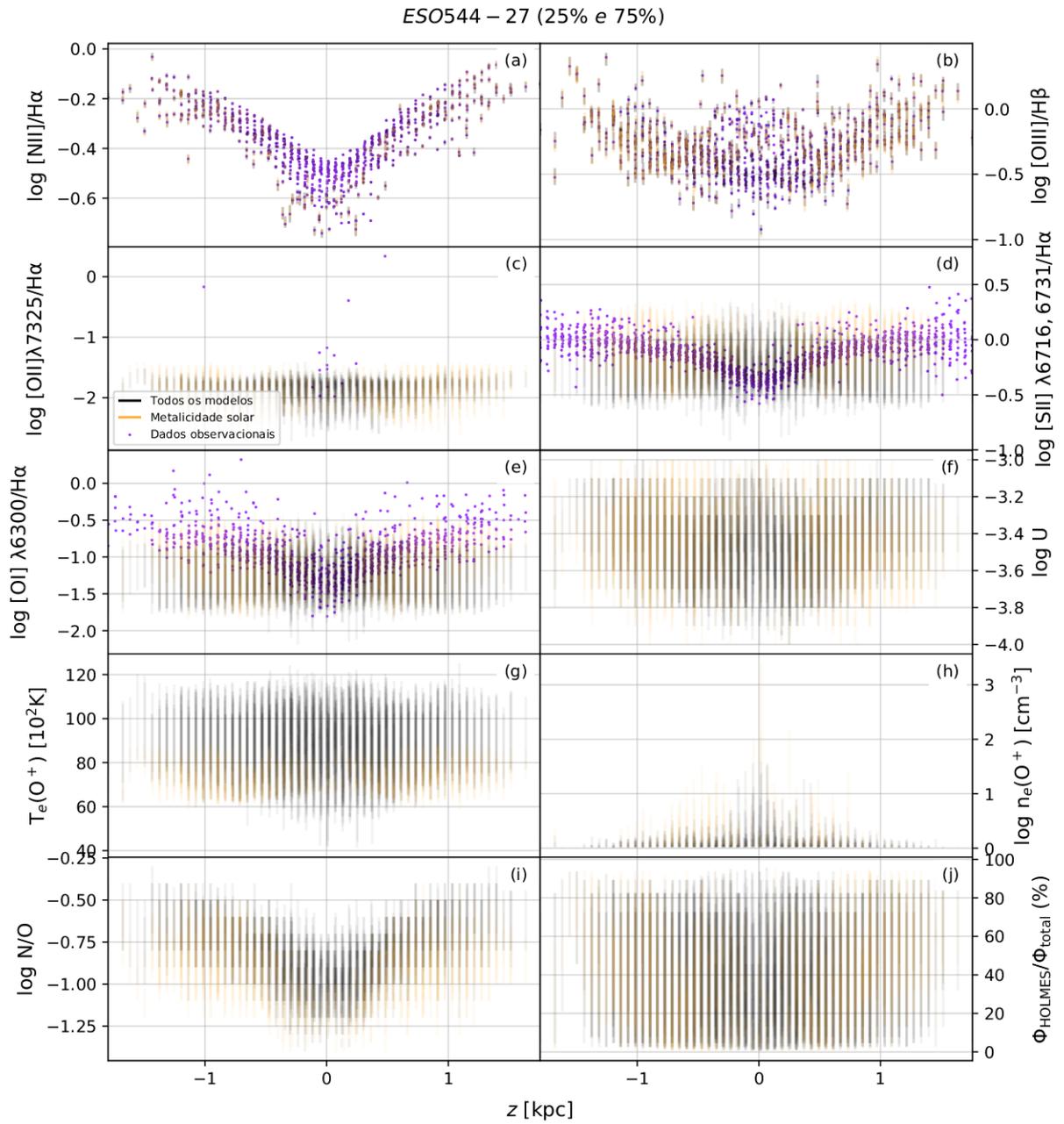


Figura 39 – Percentis de 25% a 75% dos valores provenientes dos modelos de fotoionização selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia ESO544-27.

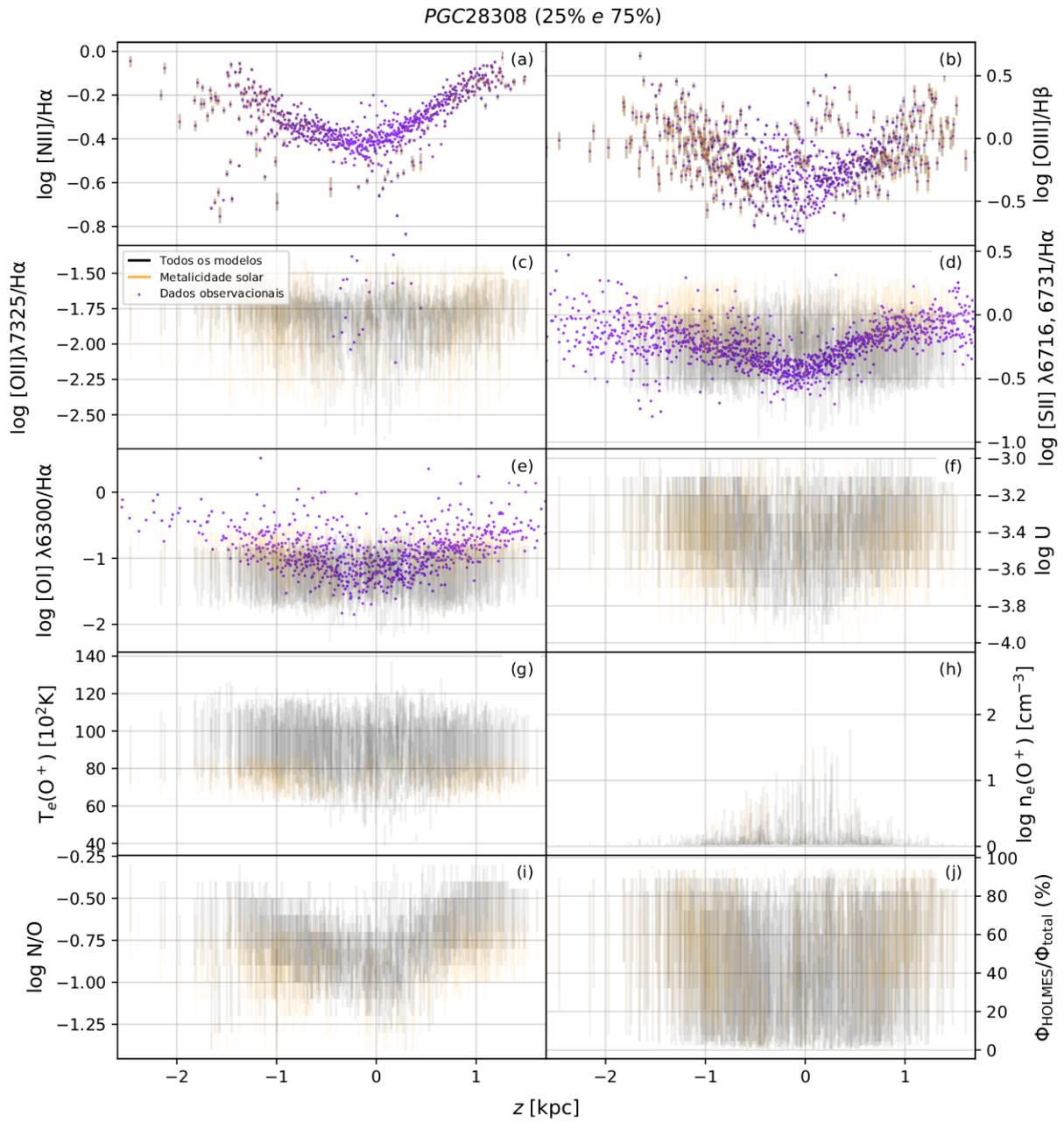


Figura 40 – Percentis de 25% a 75% dos valores provenientes dos modelos de fotoionização selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia PGC28308.

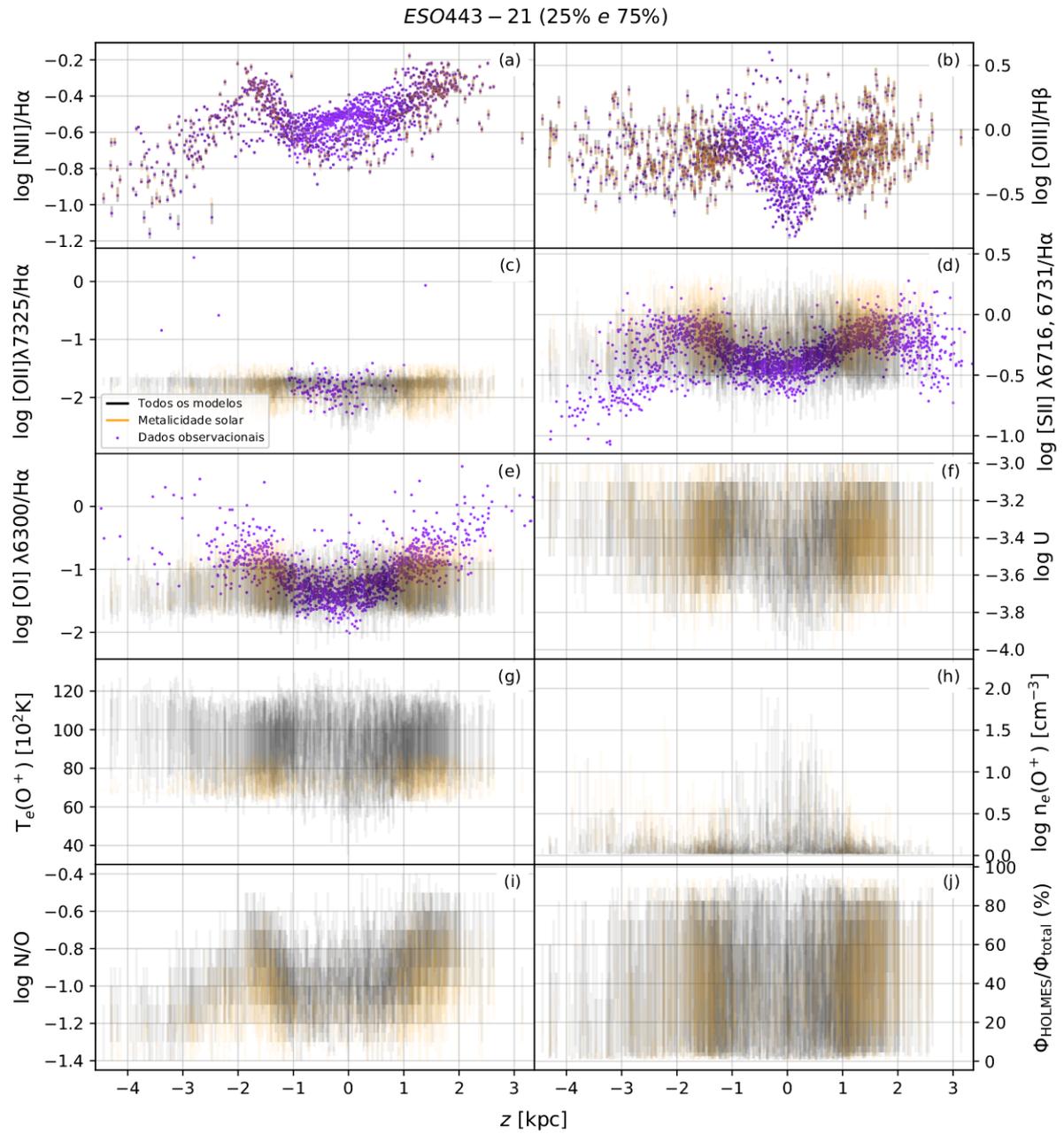


Figura 41 – Percentis de 25% a 75% dos valores provenientes dos modelos de fotoionização selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia ESO443-21.

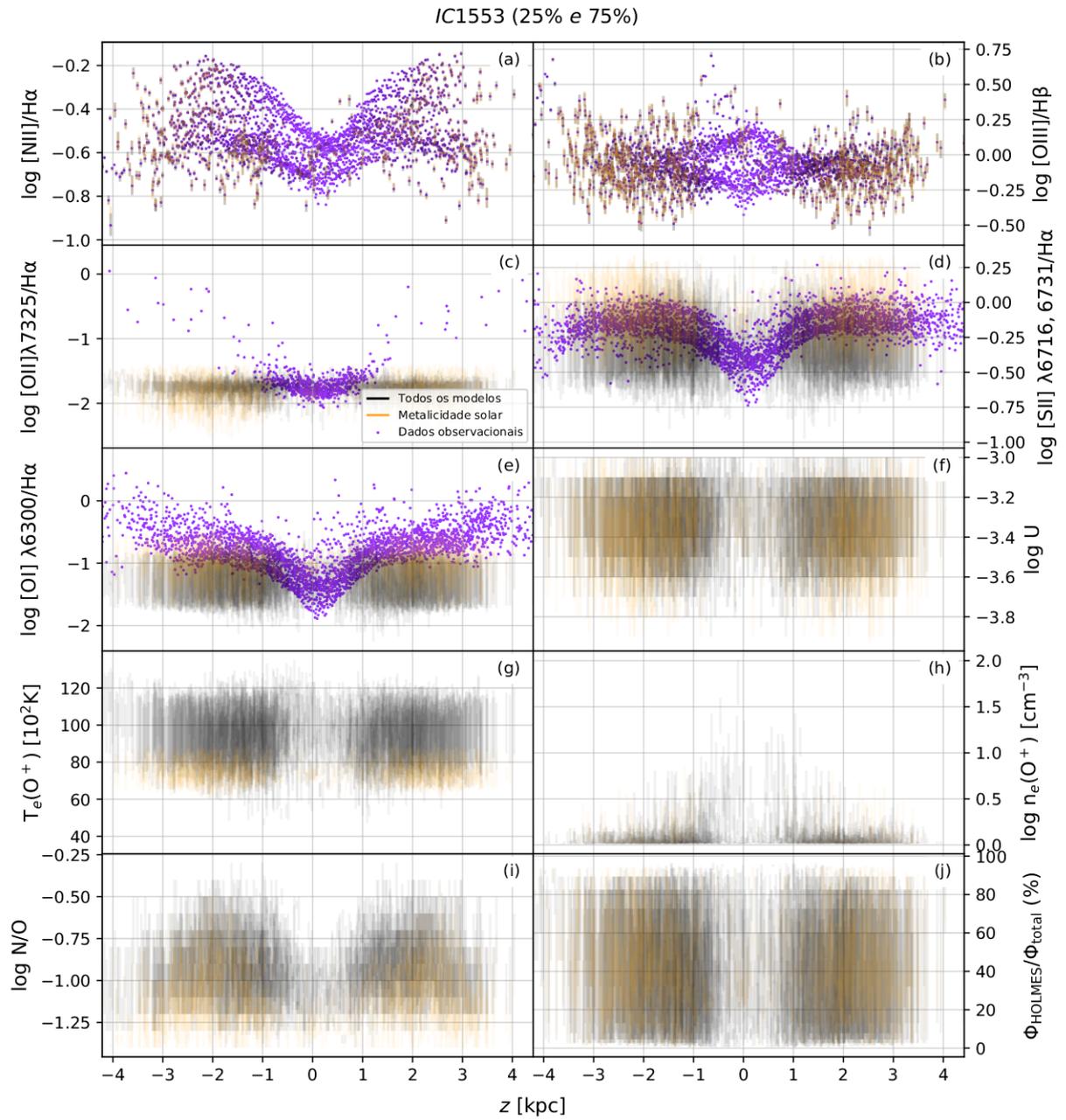


Figura 42 – Percentis de 25% a 75% dos valores provenientes dos modelos de fotoionização selecionados a partir dos valores observacionais para a galáxia IC1553.