

Universidade Federal de Itajubá
Instituto de Física e Química

André Felipe de Siqueira Cardoso

**Análise do gradiente radial interno de
abundâncias químicas em galáxias espirais
do CALIFA**

Itajubá

2024

André Felipe de Siqueira Cardoso

**Análise do gradiente radial interno de
abundâncias químicas em galáxias espirais
do CALIFA**

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

Área de Concentração: Astrofísica

Orientador: Prof. Dr. Oscar Cavichia

Itajubá

2024

Dedico de forma muito especial à memória da minha avó, Dona Therezinha, que partiu durante minha trajetória, mas cujo legado e ensinamentos permanecerão sempre presentes.

Agradecimentos

À minha noiva, Gabriela, pelo constante incentivo e paciência ao longo desses anos de estudo e trabalho;

Aos meus pais e familiares pelo apoio incondicional durante toda esta jornada;

Ao meu orientador, Prof. Dr. Oscar Cavichia, pelo apoio fundamental oferecido para a realização deste trabalho, contribuindo diretamente para o meu crescimento profissional como pesquisador;

Aos professores do Instituto de Física e Química, que de alguma forma contribuíram para o meu desenvolvimento acadêmico;

Aos meus colegas de faculdade, especialmente Ricardo e Carlos, que têm sido um apoio desde a graduação, ajudando-me nas dificuldades;

À FAPEMIG, pelo suporte financeiro concedido sob o projeto número: 5.16/2022;

Por fim, à UNIFEI, pela oportunidade de realizar este projeto e pelo suporte essencial fornecido para a sua realização.

“All we have to decide is what to do with the time that is given to us.”

J.R.R. Tolkien, from “The Lord of the Rings: The Fellowship of the Ring” (2001)

“Love is the one thing we’re capable of perceiving that transcends dimensions of time and space.”

Christopher Nolan, from “Interstellar” (2014)

Resumo

O estudo da evolução química é de grande importância para a compreensão da evolução do universo. Modelos e observações indicam um cenário *inside-out* para a formação dos discos de galáxias espirais. Os gradientes de abundâncias químicas, em alguns casos, desviam de uma simples reta com inclinação negativa, apresentando uma quebra interna e/ou um achatamento externo, principalmente em galáxias de maior massa. Neste trabalho, analisamos os gradientes de abundância de oxigênio de galáxias espirais com observações do *Calar Alto Legacy Integral Field Area (CALIFA) survey*. Em particular, nosso foco foi a análise dos perfis dos gradientes de abundância de oxigênio em regiões H II que apresentam uma quebra interna, com ênfase especial no gradiente radial interno, aplicando um procedimento automático de ajustes. Tentamos estabelecer relações entre as propriedades físicas das galáxias e dos bojos quando há a presença de uma quebra interna, a fim de obter possíveis explicações para a ocorrência dessas quebras nos gradientes. Verificamos que os critérios de seleção de regiões H II disponíveis na literatura interferem nos resultados, podendo alterar consideravelmente os perfis dos gradientes de abundância, além de apresentar diferentes galáxias com a presença de quebra interna. Além disso, realizamos uma análise dos gradientes de abundância, examinando o impacto da descontaminação do gás difuso ionizado (DIG) nos gradientes de abundância de oxigênio que apresentam uma quebra interna. Constatamos que o DIG, concentrado principalmente nas regiões mais centrais das galáxias, pode alterar os perfis dos gradientes de abundância de oxigênio, caso nenhuma descontaminação seja realizada.

Abstract

The study of chemical evolution is of great importance for comprehending the evolution of the Universe. Models and observations indicate an inside-out scenario for the formation of spiral galaxy disks. Chemical abundance gradients, in some cases, deviate from a simple straight line with a negative slope, showing an inner drop and/or an outer flattening, especially in galaxies of higher masses. In this work, we analyzed the oxygen abundance gradients of spiral galaxies using observations from the Calar Alto Legacy Integral Field Area (CALIFA) survey. Specifically, our focus was on the analysis of oxygen abundance gradient profiles in H II regions displaying an inner drop, with a particular emphasis on the inner radial gradient, employing an automatic fitting procedure. We attempted to establish relationships between the physical properties of galaxies and bulges when an inner drop is present, aiming to provide possible explanations for the occurrence of these breaks in gradients. We observed that the selection criteria for H II regions available in the literature affect the results, potentially significantly altering abundance gradient profiles and identifying different galaxies with an inner drop. Moreover, we conducted an analysis of abundance gradients, investigating the influence of diffuse ionized gas (DIG) decontamination on oxygen abundance gradients characterized by an inner drop. Our findings indicate that DIG, predominantly concentrated in the central regions of galaxies, has the potential to modify the profiles of oxygen abundance gradients in the absence of decontamination procedures.

Lista de Figuras

1.1	Classificação morfológica de Hubble	22
1.2	Classificação morfológica de de Vaucouleurs (1959)	23
1.3	Efeitos de <i>vignetting</i>	27
1.4	Cubo de dados	28
1.5	Gradiente de abundância de oxigênio da NGC0165	31
1.6	Perfis dos gradientes de abundância com o CALIFA	32
1.7	Perfis dos gradientes de abundância com o MUSE	33
2.1	Esquema da projeção do plano da galáxia no plano do céu	36
2.2	Distribuição das galáxias da amostra de acordo com a presença da barra em relação à massa, ao tipo morfológico e ao raio efetivo	40
2.3	Comparação entre a amostra deste trabalho com o trabalho de Sánchez-Menguiano et al. (2016)	40
2.4	Diagrama BPT de de Souza et al. (2017)	42
2.5	Diagrama WHAN de Cid Fernandes et al. (2011)	43
2.6	Fração de luminosidade das estrelas por Sánchez et al. (2014)	45
2.7	Diagrama BPT para o mDIG de Lacerda et al. (2018)	47
2.8	Exemplo de ajuste do <i>piecewise regression</i>	53
3.1	Diagrama BPT das regiões H II da amostra	56
3.2	Diagrama WHAN das regiões H II da amostra	57
3.3	Exemplo dos quatro diferentes perfis ajustados nas galáxias da amostra	58
3.4	Histograma de galáxias com quebra interna	59
3.5	Valor médio da posição que ocorre a quebra interna	60

3.6	Relação da quebra interna com a presença ou não da barra	60
3.7	Relação entre a quebra interna com massa estelar e o raio efetivo da galáxia	61
3.8	Relação de parâmetros físicos da galáxia com os coeficientes do ajuste do gradiente radial interno	62
3.9	Abundância média de oxigênio em galáxias que apresentam a quebra interna e para toda a amostra	63
3.10	Relação massa-luminosidade do bojo	67
3.11	Relação de parâmetros físicos do bojo com a posição da quebra interna . .	67
3.12	Relação de parâmetros físicos do bojo com os coeficientes do ajuste do gradiente radial interno	68
3.13	Diagramas BPT e WHAN das regiões H II considerando a curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003)	70
3.14	Comparação do gradiente de abundância de oxigênio de galáxias com regiões H II selecionadas por diferentes métodos.	71
3.15	Gráficos mostrando a intersecção das galáxias que apresentam quebra interna entre os diferentes métodos de seleção de regiões H II.	75
3.16	Distribuição radial das regiões ionizadas nas galáxias, separadas em hDIG, mDIG e SFc.	77
3.17	Distribuição do DIG em galáxias com quebra interna, com achatamento externo e sem nenhuma quebra no gradiente.	78
3.18	Comparação entre os perfis de gradientes de abundância ajustados com e sem a correção do DIG	83
3.19	Gráficos mostrando a intersecção das galáxias que apresentam quebra interna entre os diferentes métodos de seleção de região H II com e sem a correção do DIG	84
3.20	Relação da quebra interna com a presença ou não da barra, considerando a correção do DIG	84
3.21	Relação entre a quebra interna com massa estelar e o raio efetivo da galáxia, considerando a correção do DIG	85
3.22	Relação de parâmetros físicos do bojo com a posição da quebra interna, considerando a correção do DIG	86

3.23	Relação do raio efetivo da galáxia e da massa do bojo com os coeficientes do ajuste do gradiente radial interno, considerando a correção do DIG	87
3.24	Relação entre a quebra interna com massa estelar e o raio efetivo da galáxia, considerando a correção do DIG, segundo a curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003)	88
3.25	Relação de parâmetros físicos do bojo com a posição da quebra interna, considerando a correção do DIG, segundo a curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003)	88
3.26	Relação entre a quebra interna com massa estelar e o raio efetivo da galáxia, considerando a correção do DIG, segundo a curva de demarcação de Kewley et al. (2001) com $EW_{H\alpha} > 6 \text{ \AA}$	89
3.27	Relação de parâmetros físicos do bojo com a posição da quebra interna, considerando a correção do DIG, segundo a curva de demarcação de Kewley et al. (2001) com $EW_{H\alpha} > 6 \text{ \AA}$	89
3.28	Diferentes ajustes dos perfis dos gradientes para os diferentes critérios de seleção de regiões H II	90
3.28	Continuação.	91
3.28	Continuação	92
3.29	Gráficos da fração de luminosidade das SSPs em função da idade das SSPs das galáxias com quebra interna em comparação com as galáxias sem quebra interna.	94
3.29	Continuação.	95
C.0	Ajustes dos gradientes de abundância de oxigênio da nossa amostra	129
C.0	Continuação.	130
C.0	Continuação.	131
C.0	Continuação.	132
C.0	Continuação.	133
C.0	Continuação.	134
C.0	Continuação.	135
C.0	Continuação.	136

Lista de Tabelas

3.1	Índice de Sérsic e o fator de escala da estrutura da galáxia	65
3.2	Ocorrência da quebra interna para diferentes critérios de seleção de regiões H II.	73
3.3	Ocorrência da quebra interna para diferentes critérios de seleção de regiões H II com correção do DIG.	81
A.1	Propriedades fundamentais das galáxias da amostra	118
B.1	Dados dos coeficientes dos ajustes das galáxias da amostra	124

Sumário

1. <i>Introdução</i>	21
1.1 Galáxias espirais	21
1.1.1 Regiões H II	24
1.2 <i>Survey</i> CALIFA	25
1.3 Gradiente de abundância de oxigênio	29
1.4 Objetivos deste trabalho	34
2. <i>Análise dos dados</i>	35
2.1 Determinação de distâncias físicas em galáxias	35
2.2 Ferramentas computacionais para análise de regiões H II	37
2.2.1 HIIEXPLORER	37
2.2.2 FIT3D	38
2.3 Seleção da amostra	39
2.4 Critérios de seleção de regiões H II	41
2.4.1 Diagrama BPT	41
2.4.2 Diagrama WHAN	43
2.4.3 Luminosidade de estrelas jovens	44
2.4.4 Gás difuso ionizado	45
2.5 Correção da extinção interestelar	48
2.6 Indicadores de abundâncias químicas	48
2.6.1 Índices O3N2, N2 e ONS	49
2.6.2 Calibrador PP04	50
2.6.3 Calibrador M13	50

2.6.4	Calibrador P10	51
2.6.5	Calibrador D16	51
2.7	Método de ajuste do gradiente de abundância	52
3.	<i>Resultados e discussões</i>	55
3.1	Ajuste do perfil do gradiente de abundância de oxigênio	55
3.2	Análise estatística	59
3.2.1	Parâmetros da galáxia	59
3.2.2	Parâmetros do bojo	64
3.3	Análise comparativa do método de seleção de regiões H II	69
3.4	Análise do DIG	77
3.4.1	Descontaminação do DIG	79
3.4.2	Análise estatística dos métodos de seleção de regiões H II	87
3.4.2.1	Curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003)	87
3.4.2.2	Curva de demarcação de Kewley et al. (2001) com $EWH\alpha > 6 \text{ \AA}$	88
3.4.3	Análise comparativa dos ajustes dos gradientes	90
3.5	História de formação estelar	93
4.	<i>Conclusões</i>	97
	<i>Referências</i>	101
	<i>Apêndice</i>	115
A.	<i>Propriedades gerais das galáxias da amostra</i>	117
B.	<i>Dados dos ajustes dos gradientes de abundância de oxigênio</i>	123
C.	<i>Gráficos dos ajustes dos gradientes de abundância de oxigênio</i>	129

Introdução

Neste capítulo é feita uma breve revisão sobre as principais estruturas das galáxias espirais e regiões H II. Em seguida, apresentamos o *survey* CALIFA e fornecemos as principais características e objetivos desse *survey*. Serão abordados o método para calcular a abundância de oxigênio e a definição do gradiente radial de abundâncias químicas. Por fim, serão apresentados os objetivos desta dissertação de mestrado.

1.1 Galáxias espirais

Até o século XVIII, vários astrônomos já haviam identificado outros corpos extensos e difusos, além das estrelas, aos quais denominaram de “nebulosas”. Algumas daquelas nebulosas eram objetos que pertenciam à nossa própria galáxia; porém, outras delas eram galáxias individuais. Tais questões foram discutidas pelos astrônomos Harlow Shapley (1885-1972) e Heber Curtis (1872-1942) em abril de 1920 na sede da Academia de Ciências Americana (Hubble, 1925; Daminieli, 2003). Shapley defendia que aqueles objetos difusos pertenciam a Via Láctea e Curtis defendia que algumas daquelas nebulosas eram na verdade objetos extragalácticos. Essa discussão ficou conhecido como “O Grande Debate” (Hubble, 1925; Lamon, 2017) e, somente em 1923, Edwin Powell Hubble (1889-1953) conseguiu encerrar de vez essa discussão. Hubble foi capaz de identificar estrelas variáveis cefeidas¹ na “nebulosa” de Andrômeda e assim calcular a distância de Andrômeda, provando que algumas daquelas “nebulosas” observadas desde o Século XVIII eram de fato outras galáxias.

Hubble continuou seus estudos e observações, possibilitando a descoberta de outras

¹ Estrelas que apresentam uma variação periódica no brilho.

galáxias. De maneira geral, Hubble verificou que as galáxias podem ser divididas em dois grandes grupos: elípticas e espirais. No entanto, aspectos morfológicos distintos eram observados e, sendo assim, Hubble percebeu a necessidade de um sistema de classificação de galáxias. A classificação morfológica de Hubble (Hubble, 1926) é representada por um diagrama de diapasão, conforme a figura 1.1. Esse diagrama representa uma sequência de complexidade, do ponto de vista morfológico, e não uma sequência evolutiva das galáxias (Lima Neto, 2020).

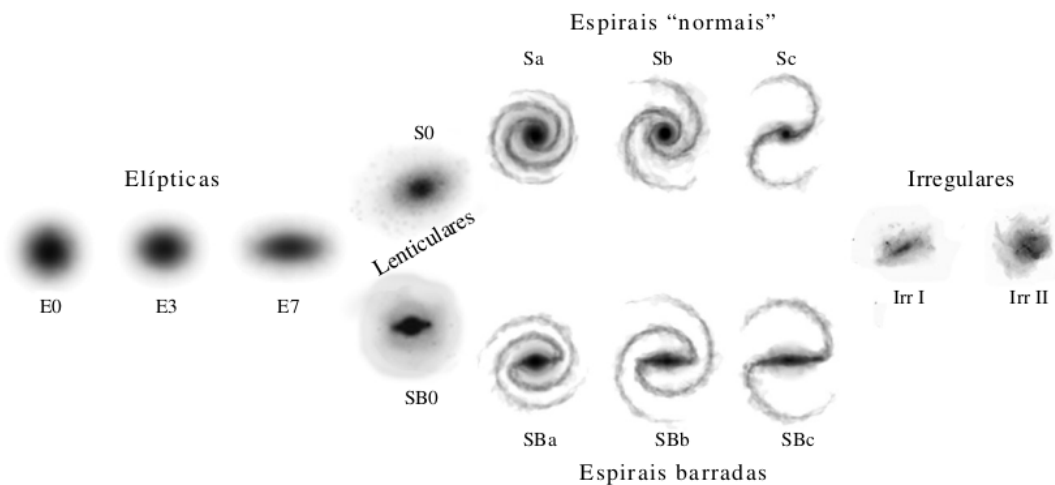


Figura 1.1: Classificação morfológica de Hubble (Lima Neto, 2020).

As galáxias elípticas apresentam uma forma esferoidal e não possuem uma estrutura espiral. Essas galáxias possuem pouco gás e as estrelas associadas a essas galáxias são em geral estrelas velhas/evoluídas de cor avermelhada (chamada de população II). A classificação de E0 a E7 está relacionada com a elipticidade dessas galáxias. As galáxias espirais apresentam uma estrutura espiral com três estruturas principais: o bojo, que contém um núcleo no seu interior; o disco, onde estão localizados os braços espirais (são estruturas onde geralmente estão localizadas as regiões de formação estelar); e o halo, onde estão distribuídos os aglomerados globulares mais velhos. A classificação de Hubble é baseada no formato dos braços espirais, no tamanho do bojo e/ou na presença da barra, que é uma estrutura alongada que atravessa o bojo das galáxias. As galáxias lenticulares são uma classe de galáxias que possuem bojo, disco e halo, mas não têm traços de estrutura espiral. São classificadas como S0 ou SB0 e juntamente com as galáxias espirais formam um conjunto chamado de galáxias discoidais. Já as galáxias irregulares são uma classe que

não possuem um formato definido, ou seja, apresentam uma estrutura caótica ou irregular sem qualquer simetria circular ou rotacional.

No caso das galáxias espirais, de acordo com a classificação de Hubble, são nomeadas como SA, SB ou SAB para representar galáxias não barradas, galáxias barradas e galáxias que podem ou não possuir uma barra, respectivamente. Além disso, os subíndices “a”, “b” ou “c” estão relacionados com o tamanho do bojo e o enrolamento dos braços espirais. Galáxias com subíndice “a” apresentam um bojo mais proeminente e os braços das galáxias mais enrolados enquanto as galáxias com o subíndice “c” possuem os braços mais separados e um bojo relativamente fraco comparado com as outras estruturas presentes na galáxia.

Um outro sistema de classificação morfológica de galáxias espirais foi proposto por de Vaucouleurs (1959). Esse novo sistema complementa o sistema de classificação de Hubble adicionando a presença de uma estrutura espiral e/ou a presença de um anel, conforme a figura 1.2. Essas estruturas envolvem o centro galáctico e são classificadas como:

- (r) - galáxias com a presença de um anel;
- (s) - galáxias com a presença de uma estrutura espiral;
- (rs) - galáxias com a presença do anel e da estrutura espiral.

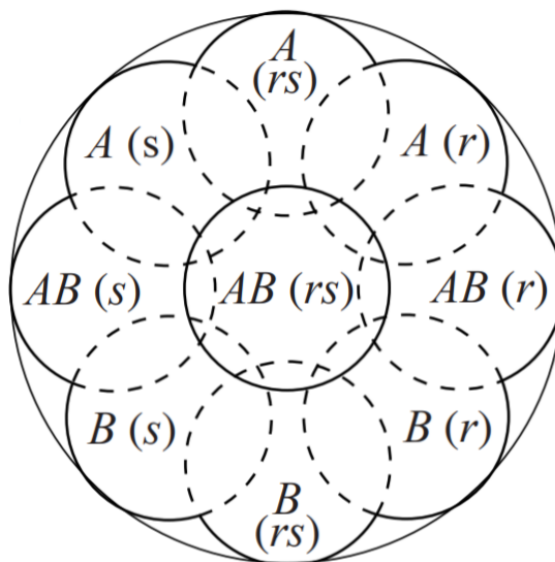


Figura 1.2: Diagrama da classificação morfológica de de Vaucouleurs (1959) de galáxias espirais (Lima Neto, 2020).

Esses diagramas são úteis na classificação morfológica das galáxias espirais. No entanto, através de abundâncias químicas das populações fotoionizadas, outras propriedades das galáxias podem ser estudadas. Esse estudo é feito através da técnica de espectroscopia, na qual se decompõe a luz em função do comprimento de onda, o que nos permite calcular propriedades físicas do gás, como densidade, abundâncias químicas e temperatura.

1.1.1 Regiões H II

As regiões H II são regiões onde ocorrem formação estelar e estão localizadas principalmente nos braços das galáxias espirais. Essas regiões são excitadas principalmente por estrelas do tipo espectral O e B, que possuem idades inferiores a 10 milhões de anos (Rolleston et al., 2000; Fernández-Martín et al., 2017) e são classificadas em um grupo chamado população I. Essas regiões são compostas por gás interestelar, constituído principalmente de hidrogênio, que, ao se tornar gravitacionalmente instável, possivelmente pela passagem de uma onda de densidade, colapsa gerando estrelas, conforme a teoria de ondas de densidade desenvolvida primeiramente por Lin e Shu (1964). Por ser uma região de formação estelar, as estrelas associadas a essas regiões consomem sua energia nuclear muito rapidamente e, por estarem envoltas pelo gás, ionizam o hidrogênio pela radiação ultravioleta (Osterbrock e Ferland, 2006).

Em uma região H II, muitas vezes há mais de uma estrela que são as fontes de ionização do gás. Essas estrelas se formaram recentemente juntas da mesma matéria interestelar com temperaturas efetivas que podem variar de $3 \times 10^4 \text{ K} < T < 5 \times 10^4 \text{ K}$, sendo uma temperatura alta o suficiente para ionizar o restante do gás da formação estelar (Osterbrock e Ferland, 2006). As densidades dessas regiões ionizadas podem variar entre 10 ou 10^2 cm^{-3} , no caso de regiões compactas, e até em torno de 10^4 cm^{-3} no caso de uma região H II gigante, segundo Uchida (2010).

O espectro das regiões H II é uma combinação do espectro das estrelas formadas nessas regiões e outras populações estelares da galáxia (contínuo estelar com linhas de absorção) e do espectro do gás aquecido (linhas de emissão). Para analisar o espectro do gás, principalmente em regiões H II extragalácticas, é necessário separar o espectro com linhas de emissão do contínuo estelar com linhas de absorção. Linhas proibidas excitadas colisionalmente como [N II] e [O II] e linhas de recombinação como H I podem ser encontradas no espectro dessas regiões, além de outras linhas como [O III], que para o caso de alta

temperatura da estrela central ionizante, essa linha pode ser mais intensa (Osterbrock e Ferland, 2006).

A abundância do gás depende de toda a evolução química da galáxia, através do enriquecimento químico pela morte estelar e pela entrada e saída de gás na galáxia. No entanto, como as regiões H II são regiões de formação estelar, elas estão intimamente relacionadas com a abundância química recente do meio interestelar onde se encontra, sendo uma excelente fonte na obtenção de informações sobre a composição química nos discos de galáxias espirais. Além disso, segundo Osterbrock e Ferland (2006), regiões H II são os melhores objetos que possibilitam o rastreamento da estrutura dos braços espirais em galáxias distantes, sendo que as medidas das velocidades radiais dessas regiões podem fornecer informações sobre estrelas de população I nas galáxias.

Regiões H II são objetos de extrema importância para estimar abundâncias químicas. Neste trabalho, serão utilizadas as informações sobre as regiões H II das galáxias observadas com o *survey* CALIFA (*Calar Alto Legacy Integral Field Area*) para calcular os gradientes radiais de abundância de oxigênio, os quais fornecem informações acerca da variação da abundância de oxigênio em relação ao centro galáctico. A obtenção de gradientes de abundância permite, de forma observacional, estabelecer um estudo sobre a evolução química das galáxias.

1.2 Survey CALIFA

O *survey* CALIFA (Sánchez et al., 2012) foi uma colaboração desenvolvida com o objetivo de obter informações espectroscópicas de galáxias, possibilitando a construção de mapas bidimensionais do gás ionizado (distribuição, abundâncias químicas e mecanismos de excitação), das populações estelares (idades e metalicidades) e das propriedades cinemáticas (tanto das componentes estelares quanto dos gases ionizados) a fim de caracterizar observacionalmente as galáxias do grupo local, de acordo com as seguintes diretrizes:

- Amostra grande o suficiente para permitir conclusões estatisticamente significativas para todas as classes de galáxias observadas no projeto;
- Caracterização das galáxias em toda extensão espacial,
- Medição de mecanismos de ionização do gás, como formação estelar e núcleos ativos

de galáxias (AGNs, do inglês *active galactic nucleus*);

- Medição das abundâncias de oxigênio e nitrogênio do gás ionizado;
- Medição das propriedades da população estelar: idades, razão massa-luminosidade e padrões de abundância;
- Medição da cinemática do gás e estrelas na galáxia.

Foram empregadas algumas restrições na seleção da amostra do CALIFA, como galáxias com declinação $\delta > 7^\circ$, para garantir boa visibilidade do observatório no hemisfério norte e um intervalo de *redshift* $0.005 < z < 0.03$, descartando, portanto, objetos que eram simplesmente estrelas e restringindo a amostra a galáxias do Universo local. Um total de 937 possíveis galáxias alvo, chamado de amostra mãe do CALIFA (do inglês, *CALIFA mother sample*), foram inicialmente selecionadas do catálogo fotométrico SDSS DR7 (Sloan Digital Sky Survey - Data Release 7; Abazajian et al., 2009), garantindo a disponibilidade fotométrica de boa qualidade das galáxias alvo.

Para a coleta de dados das galáxias foi utilizado o espectrógrafo PMAS (Roth et al., 2005), montado no telescópio de 3.5 m do observatório de Calar Alto na Espanha. Foi implementado no espectrógrafo PMAS um módulo denominado PPak (Kelz et al., 2006) que utiliza unidade de campo integral (IFU, do inglês *integral field unit*). O módulo PPak possui fibras capazes de extrair o espectro de regiões específicas das galáxias, possibilitando a análise isolada dessas regiões específicas. As galáxias foram selecionadas de tal forma que todos os espaços observados das galáxias estivessem compreendidos no campo de visão hexagonal do PPak de aproximadamente $1.3'$. A figura 1.3 mostra o mapa de fibras no plano focal do telescópio e os efeitos de eficiência ao longo do detector. O anel de menor eficiência mostrado na figura corresponde aos efeitos de baixa eficiência introduzidos por *vignetting* (redução da eficiência nas bordas do campo local de um sistema óptico).

Após a coleta de dados, foi realizado o procedimento de redução de dados utilizando um *pipeline* automático que utiliza rotinas do pacote R3D (Sánchez, 2006) e a ferramenta E3D (Sánchez et al., 2004). Procedimentos como extração espectral, calibração de comprimento de onda, subtração do céu, calibração de fluxo, entre outros, foram realizados em conjunto com testes automáticos que permitiram garantir a qualidade dos dados. As verificações de qualidade mostraram, por exemplo, que a resolução espectral final em termos da largura total à meia altura (FWHM, do inglês *Full Width Half Maximum*) é de $\sim 6.5 \text{ \AA}$.

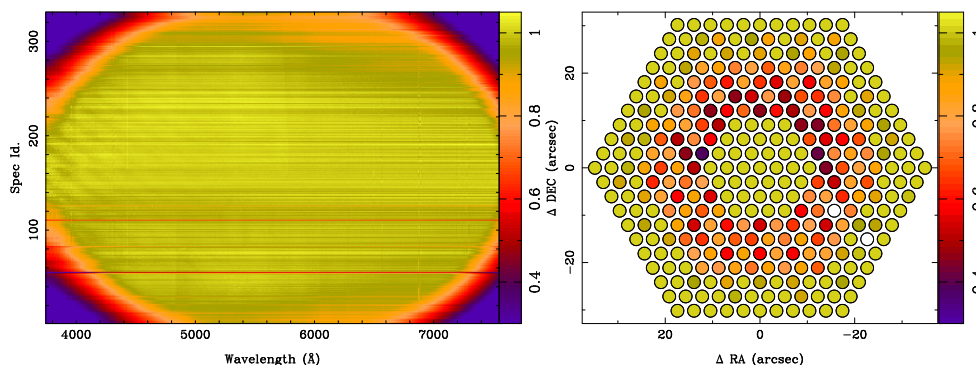


Figura 1.3: À esquerda, o mapa de transmissão diferencial fibra a fibra ilustrando os efeitos de eficiência nas bordas do detector. Nos cantos da imagem é identificado uma perda de eficiência na detecção dos espectros, identificado pelo tom mais escuro no mapa de cor. À direita, as fibras que extraem os espectros de regiões específicas, mostrando que o efeito da perda de eficiência da detecção espectral corresponde a um anel anular no centro do campo de visão (Sánchez et al., 2012).

Os cubos de dados do *survey* CALIFA foram obtidos utilizando espectroscopia de campo integral (IFS, do inglês *Integral Field Spectroscopy*), que consiste em uma técnica observacional que fornece informações de objetos em três dimensões, sendo duas dimensões espaciais e uma dimensão espectral. Os dados foram obtidos em duas configurações diferentes, V500 e V1200, compreendendo o intervalo de comprimento de onda entre 3745-7300 Å e 3400-4750 Å, respectivamente. A análise desses cubos de dados pode fornecer um conjunto de imagens de um objeto em todos os comprimentos de onda mencionados anteriormente, como também é capaz de fornecer um conjunto de espectros para cada pixel desse mesmo objeto. A figura 1.4 ilustra um esquema simplificado de um cubo de dados, com as dimensões espaciais e espectroscópica.

Os cubos de dados do conjunto de amostra do *survey* CALIFA possuem galáxias com magnitudes na banda r entre $-19.0 < M_r < -23.1$ e massa entre $10^{9.7}$ e $10^{11.4} M_{\odot}$, localizadas no Universo local ($z < 0.03$). Essas galáxias da amostra possuem um raio efetivo² entre $1.7 < r_e < 11.5$ kpc, e foi possível obter uma resolução espacial média de 1 kpc. O estudo realizado para galáxias próximas (Sánchez et al., 2012) verificou que a largura equivalente de $H\alpha$ e a abundância de oxigênio apresentam um gradiente radial que estatisticamente, quando normalizado pelo raio efetivo, possui a mesma inclinação para todas as galáxias dessa amostra. Também verificaram que a fração de regiões H II afetadas por AGNs, choques ou estrelas pós-AGB é muito maior nas regiões internas e

² Raio que contém a metade da luminosidade total da galáxia e definido como r_e .

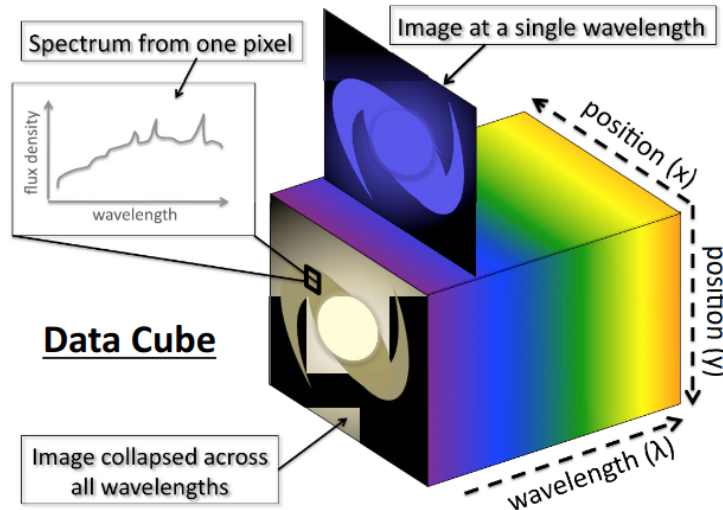


Figura 1.4: Diagrama esquemático do cubo de dados, com as duas dimensões espaciais (x, y) e a dimensão espectral (λ) (Harrison, 2014).

que as abundâncias médias para as regiões centrais são comparáveis com a relação massa-luminosidade derivada por Tremonti et al. (2004).

Husemann et al. (2013) publicaram os cubos dados de 100 galáxias no primeiro *Data Release* (DR1) do CALIFA. Em seguida, García-Benito et al. (2015) publicaram o segundo *Data Release* (DR2) disponibilizando dados de mais 100 galáxias, totalizando cubos de dados de 200 galáxias. Por fim, com o terceiro *Data Release* (DR3) publicado por Sánchez et al. (2016) os cubos de dados de 667 galáxias, incluindo os cubos de dados das galáxias do DR1 e DR2, tornaram-se públicos para toda a comunidade científica, fazendo com que o *survey* CALIFA seja um extenso levantamento IFU de galáxias. Os dados obtidos com IFU possibilita a análise dos espectros de forma independente, obtendo uma vasta variedade de informações como o tipo morfológico, a cor e a massa dessas galáxias. Com os dados espectroscópicos do CALIFA, a caracterização de duas propriedades principais; a massa e o meio ambiente das galáxias, são de grande importância na compreensão da evolução das galáxias. O acréscimo de gás, a evolução secular, a fusão e os AGNs devem ser consequências das duas propriedades principais. Todos esses dados foram melhorados utilizando a nova versão V2.2 do pipeline para a redução de dados do CALIFA (Sánchez et al., 2016) para garantir qualidade em termos de confiabilidade do processo, homogeneidade na redução de dados e qualidade da reconstrução da imagem.

1.3 Gradiente de abundância de oxigênio

Gradientes de abundâncias químicas são definidos como a variação de um determinado elemento químico em função da distância ao centro da galáxia. Através dos gradientes de abundâncias, obtido como por exemplo a partir de regiões H II, é possível analisar o enriquecimento químico e a taxa de formação estelar das galáxias, que variam com a distância em relação ao centro da galáxia. As primeiras regiões H II estudadas foram identificadas na Nebulosa de Órion (Sharpless, 1952; Johnson e Morgan, 1953) possibilitando, portanto, o estudo de abundância química na Via Láctea (Aller e Liller, 1959; Peimbert e Costero, 1969) e posteriormente a determinação do gradiente de abundância química (Shaver et al., 1983; Deharveng et al., 2000; Pilyugin et al., 2003, entre outros). Com as primeiras identificações de regiões H II em galáxias próximas, os gradientes de abundâncias químicas também se tornaram possíveis de serem obtidos nessas galáxias próximas (Searle, 1971; Comte, 1975; van Zee et al., 1998, entre outros). Com uma maior precisão na resolução espectral, gradientes de abundâncias químicas em galáxias em *redshifts* intermediários ($z = 0.8$) até altos *redshifts* ($z > 1.0$), podem ser determinados (Jones et al., 2015; Pettini e Pagel, 2004; Dopita et al., 2016), além de gradientes de abundância de oxigênio baseados apenas na largura equivalente, como o trabalho de Crowther et al. (2006), que utilizam a largura equivalente de C IV $\lambda 1549$ ([C IV]), na região ultravioleta do espectro, como um indicador de abundância de oxigênio para galáxias localizadas em altos *redshifts*.

A abundância química do gás ionizado pode ser obtida por meio de dois métodos principais: (i) o método direto, baseado em razões de linhas aurorais e nebulares, permitindo a determinação da temperatura e densidade eletrônica e, conseqüentemente, a determinação da abundância química; (ii) método indireto, também conhecido como método empírico, baseado em modelos teóricos e calibrações que utilizam razões de linhas fortes na determinação da abundância química. O método direto é a maneira mais robusta de determinar as abundâncias químicas. No entanto, no caso de regiões H II em galáxias distantes, essas medições de abundâncias químicas podem ser desafiadoras, já que a temperatura eletrônica diminui com o aumento da metalicidade, tornando as linhas de emissão aurorais difíceis de medir à medida que se enfraquecem. Por outro lado, os métodos indiretos são calculados a partir de índices que utilizam razões de linhas de emissão fortes, como por exemplo o índice O3N2, que foi introduzido primeiro por Alloin et al. (1979); o índice ONS, de-

rivado por Pilyugin et al. (2010); e o índice N2, que foi estudado por diversos grupos, como Raimann et al. (2000) e Denicoló et al. (2002). No caso do índice O3N2, Alloin et al. (1979) utilizam as razões de linhas de emissão altamente sensíveis à abundância de oxigênio, $O3N2 = \log\left(\frac{[O III] * H\alpha}{H\beta * [N II]}\right)$, fornecendo a distribuição de densidade radial de oxigênio na galáxia através dos fluxos das regiões H II. Além disso, a vantagem de usar essas linhas é que elas estão próximas em comprimento de onda, proporcionando o benefício de não precisar corrigir a calibração de fluxo. Detalhes sobre os índices serão discutidos ao longo do trabalho.

De acordo com Stanghellini et al. (2010), é possível inferir a composição química das galáxias em diferentes épocas de sua evolução dependendo do tipo de objeto que é observado para estimar o gradiente. Por exemplo, Mollá et al. (2019) estudou a evolução do gradiente radial de abundância de oxigênio na Via Láctea em função do tempo utilizando um modelo de evolução química onde foram analisadas as abundâncias químicas estimadas para diferentes objetos. Encontrou-se uma suave evolução do gradiente quando o mesmo é medido dentro do disco óptico, com um achatamento do gradiente de -0.057 dex/kpc em $z = 4$ para -0.015 dex/kpc para $z = 1$ e mantendo-se aproximadamente nesse valor até o presente.

Sánchez-Menguiano et al. (2016) derivaram o gradiente de abundância de oxigênio do disco da galáxia NGC0165, uma galáxia espiral do tipo SB(rs)bc, com base em regiões H II com os dados do CALIFA, conforme a figura 1.5. O gradiente de abundância da NGC0165 é negativo e indica que há uma concentração maior de oxigênio na região central do que nas regiões mais externas da galáxia. Esse comportamento é frequentemente observado nos discos de galáxias espirais e pode ser explicado pelo modelo conhecido como *inside-out*³ (Matteucci e Francois, 1989; Chiappini et al., 2001). Nesse modelo, a formação é mais intensa e mais precoce na região mais central do que na região mais externa, indicando que as regiões mais centrais da galáxia foram formadas primeiramente, ou que nas regiões mais centrais havia uma maior quantidade de gás disponível para a formação estelar.

Sánchez et al. (2014), com os dados do CALIFA, verificaram que as galáxias que não possuem evidências claras de interação apresentam um gradiente de abundância de oxigênio comum nos discos quando as distâncias das regiões H II são normalizadas pelo raio efetivo da respectiva galáxia. Independentemente do tipo morfológico dessas galáxias, os

³ Formação da galáxia de dentro para fora.

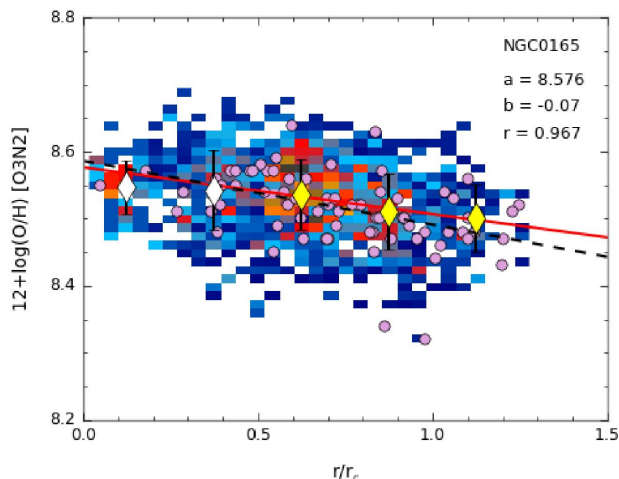


Figura 1.5: Distribuição da densidade radial dos *spaxels* da abundância de oxigênio em distâncias galactocêntricas. As distâncias radiais são deprojetadas e normalizadas para o raio efetivo. Os diamantes representam os valores médios de abundância de oxigênio com as barras de erro representando os desvios padrões correspondentes. A linha vermelha sólida representa o ajuste linear ponderado pelo erro para valores entre 0.5 e $2.0 r_e$. O coeficiente linear (a), o coeficiente angular (b) e o coeficiente de correlação (r) referentes ao ajuste linear são mostrados no canto superior direito. Os pontos violetas correspondem às abundâncias de oxigênio derivadas para as regiões H II individuais e a linha preta tracejada é a regressão linear desses pontos (Sánchez-Menguiano et al., 2016).

gradientes apresentaram uma inclinação muito semelhante para todas as galáxias (aproximadamente $-0.1 \text{ dex}/r_e$), o que contradiz estudos anteriores que afirmam que o gradiente de abundância está relacionado com a presença de uma barra, com a massa ou com a morfologia das galáxias (por exemplo McCall et al., 1985; Zaritsky et al., 1994). Sánchez-Menguiano et al. (2016) obtiveram, com base em inspeção visual, os perfis de abundância de oxigênio em uma amostra de 122 galáxias espirais do CALIFA e concluíram que esses gradientes apresentam uma inclinação semelhante em todas as galáxias entre 0.5 e $2.0 r_e$, independentemente da morfologia dessas galáxias, como é mostrado na figura 1.6.

Conforme a figura 1.6, acima de $2.0 r_e$, as galáxias mais massivas apresentam um gradiente com um comportamento tendendo a ser plano ou até mesmo positivo, conforme já havia sido observado em outros trabalhos (por exemplo Martin e Roy, 1995; Vilchez e Esteban, 1996; Bresolin et al., 2009, 2012). Segundo Sánchez-Menguiano et al. (2016), a natureza desse achatamento externo no gradiente ainda está em debate, pois não está claro se esse achatamento é uma característica comum dos discos das galáxias. Uma quebra no gradiente de abundância, relacionado com a região mais interna da galáxia em torno de $0.5 r_e$, é visível em algumas galáxias mais massivas, que também já havia sido observado

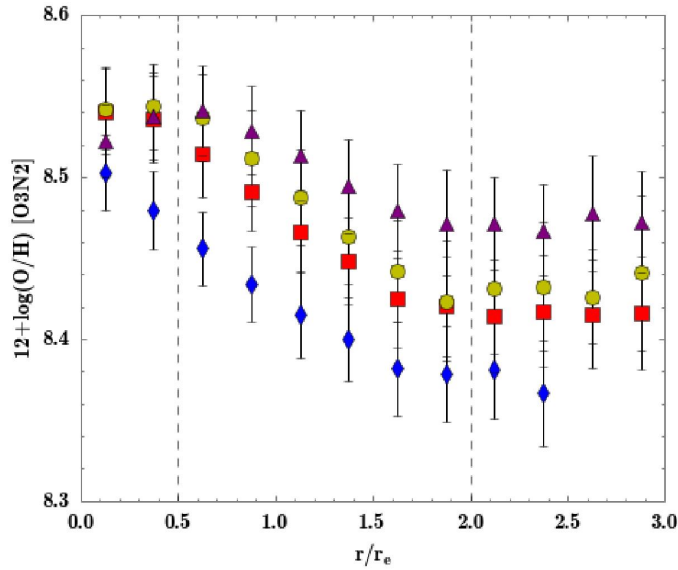


Figura 1.6: Perfis radiais de abundância média de oxigênio, considerando galáxias em quatro grupos diferentes de acordo com sua massa estelar integrada: losangos azuis, $\log(M/M_{\odot}) \leq 10.2$; quadrados vermelhos, $10.2 < \log(M/M_{\odot}) \leq 10.5$; círculos amarelos, $10.5 < \log(M/M_{\odot}) \leq 10.75$; triângulos roxos, $\log(M/M_{\odot}) \geq 10.75$ (Sánchez-Menguiano et al., 2016).

em algumas galáxias (por exemplo Belley e Roy, 1992; Rosales-Ortega et al., 2011; Sánchez et al., 2012). Do total de 122 galáxias da amostra, 15 apresentaram uma queda interna no gradiente e 8 apresentaram um perfil quase plano em direção ao centro. Essas anomalias dos gradientes nas regiões internas não estão relacionadas com o efeito das barras, da luminosidade ou da morfologia das galáxias, pois, independentemente dessas propriedades, os gradientes de abundância de oxigênio apresentam esse comportamento.

Sánchez-Menguiano et al. (2018) confirmaram a quebra no gradiente na região interna em torno de $0.5 r_{O/H}$, onde $r_{O/H}$ é definido como sendo a posição radial na qual a abundância de oxigênio da galáxia decai 0.10 dex, sendo que a relação entre $r_{O/H}$ e r_e é 1:1 se o brilho superficial e a metalicidade do gás seguirem a mesma distribuição. Sánchez-Menguiano et al. (2018) desenvolveram um método de ajuste automático, sem supervisão humana, para ajustar os diferentes perfis dos gradientes de abundância de oxigênio, considerando que os perfis podem ser linear único, com uma quebra no gradiente, sendo uma quebra interna ou um achatamento externo, ou com as duas quebras no gradiente. A figura 1.7 mostra os perfis dos gradientes do trabalho realizado por Sánchez-Menguiano et al. (2018) com uma amostra de 102 galáxias observadas com espectrógrafo MUSE (*Multi Unit Spectroscopic Explorer*; Bacon et al., 2010).

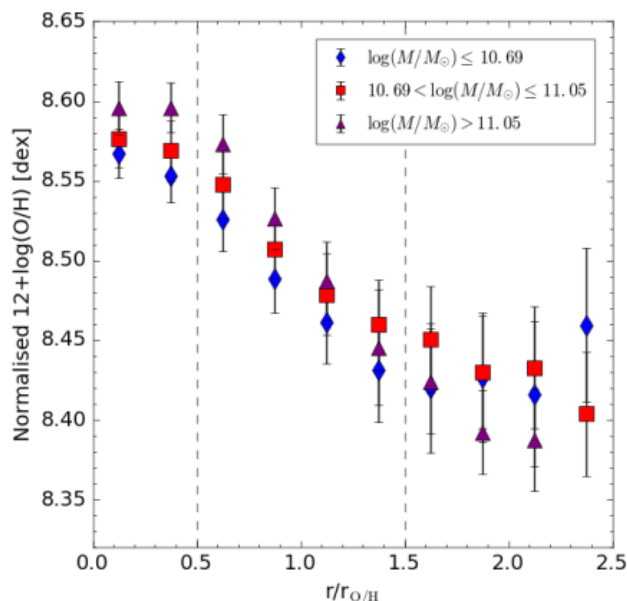


Figura 1.7: Perfis radiais de abundância média de oxigênio, considerando galáxias em três grupos diferentes de acordo com sua massa estelar integrada (Sánchez-Menguiano et al., 2018).

Das 102 galáxias da amostra com o MUSE, apenas 21 apresentaram uma quebra interna, sendo que 12 delas apresentaram uma quebra interna e um achatamento externo. As ocorrências dessas quebras internas ocorreram nas galáxias mais massivas sugerindo, portanto, que a quebra interna possui uma dependência com a massa estelar integrada da galáxia, além de ser uma característica de galáxias disciais. Segundo Sánchez-Menguiano et al. (2018), o fato da posição em que ocorre o achatamento externo em $1.5 r_{O/H}$ ser diferente da posição em que ocorre o achatamento externo do trabalho de Sánchez-Menguiano et al. (2016) em $2.0 r_e$ não necessariamente significa uma contradição entre ambos os trabalhos, mas indica a necessidade de uma análise mais detalhada, pois o espalhamento nas posições que ocorrem o achatamento externo é grande e pode influenciar no resultado.

Quando a presença de uma quebra interna é detectada, um gradiente levemente acentuado é observado, sugerindo que os movimentos radiais de gás podem desempenhar um papel importante na formação dos perfis de abundância química. Tanto no trabalho de Sánchez-Menguiano et al. (2016) como no trabalho de Sánchez-Menguiano et al. (2018) não foram encontradas diferenças significativas na inclinação do gradiente de abundância devido à presença da barra ou ao meio ambiente da galáxia. Contudo, conforme o modelo de evolução química para a Via Láctea de Cavichia et al. (2014), a presença da barra in-

duz fluxos radiais de gás no raio de co-rotação, aumentando a taxa de formação estelar e, conseqüentemente, produz uma diminuição no gradiente de abundância. Logo, a presença da barra no centro da galáxia poderia explicar o efeito da quebra interna no gradiente e ser uma explicação para a evolução dinâmica do disco da galáxia. Sendo assim, dado esse panorama, como a origem da quebra interna do gradiente ainda não está clara, se faz necessário uma melhor investigação e análise desses gradientes radiais internos.

1.4 *Objetivos deste trabalho*

O objetivo principal deste trabalho é realizar uma análise mais completa e detalhada do gradiente radial interno de abundância de oxigênio em galáxias espirais do CALIFA com informações das regiões H II presentes nas galáxias.

Com ferramentas estatísticas modernas, pretendemos obter possíveis desvios nos gradientes de abundâncias de forma automática e sem a supervisão humana, garantindo robustez nos resultados devido ao uso de ferramentas computacionais. Além disso, pretendemos estabelecer possíveis relações entre a quebra interna do gradiente e propriedades das galáxias como, por exemplo a massa da galáxia, a massa do bojo e a presença da barra. A amostra a ser estudada será o maior número possível de galáxias da amostra do CALIFA que sejam classificadas como galáxias espirais, que não estejam em um processo de fusão ou interação e que possua uma inclinação ideal para realizar análises. Com os resultados obtidos, pretendemos estabelecer uma correlação com os trabalhos de Sánchez-Menguiano et al. (2016) e Sánchez-Menguiano et al. (2018), que analisaram galáxias espirais e identificaram uma quebra interna no gradiente de abundância de oxigênio.

No capítulo 2 serão apresentados os métodos necessários para a análise dos dados. No capítulo 3 apresentamos os resultados obtidos juntamente com as discussões acerca dos resultados. Por fim, no capítulo 4 apresentamos as conclusões e as perspectivas futuras deste trabalho.

Análise dos dados

Os dados do *survey* CALIFA são disponibilizados já previamente reduzidos seguindo a técnica desenvolvida para redução de dados IFS no *pipeline* R3D (Sánchez, 2006). Contudo, para realizar a análise de regiões H II é necessário realizar alguns passos utilizando algumas ferramentas computacionais. A seguir, descrevemos os métodos necessários para determinar as distâncias das regiões H II nas galáxias e as ferramentas computacionais necessárias, assim como a seleção da nossa amostra; os critérios para separar as regiões H II de outras fontes de ionização; a correção da extinção interestelar, que é devida a absorção ou espalhamento da luz pela poeira interestelar; e o cálculo dos indicadores de abundâncias químicas.

2.1 Determinação de distâncias físicas em galáxias

Através da projeção das galáxias no plano do céu é possível obter as coordenadas das regiões H II na galáxia. Em um modelo mais simples para representar uma galáxia espiral o plano da galáxia é aproximado por um disco de espessura infinitamente fino, sendo que, através das coordenadas polares r e θ , é possível obter a posição de cada ponto na representação polar, ou seja:

- r é a distância medida no plano da galáxia do centro a um ponto qualquer da galáxia;
- θ é o ângulo azimutal medido sobre a galáxia a partir do semieixo maior de sua projeção no plano do céu e crescente no sentido de rotação da galáxia.

A figura 2.1 representa um esquema da projeção do plano da galáxia no plano do céu para um sistema de coordenadas equatorial em relação às coordenadas espaciais e às componentes da velocidade, conforme discutido em Scarano (2008).

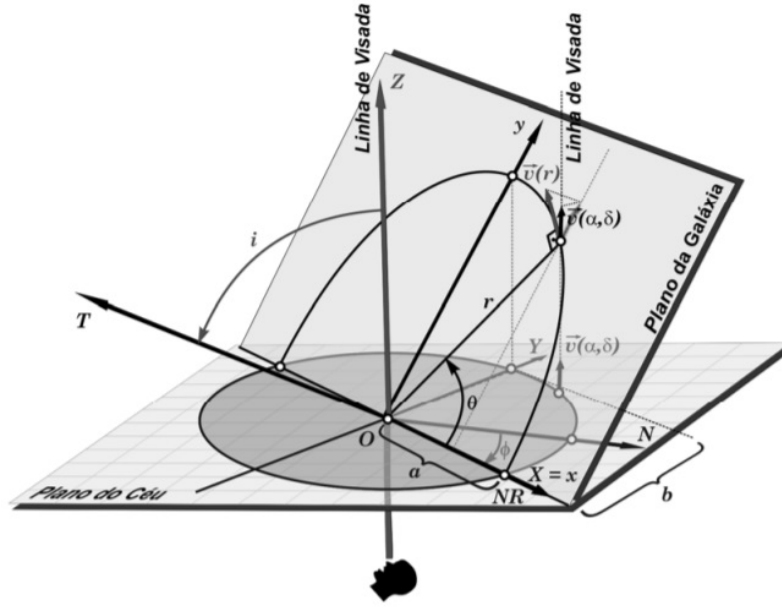


Figura 2.1: Projeção das coordenadas espaciais e das componentes da velocidade no plano do céu, representando a vista em perspectiva dos planos do céu e da galáxia em relação a um observador localizado abaixo do plano do céu (Scarano, 2008).

Com base no esquema mostrado na figura 2.1, segundo Scarano (2008) e Scarano et al. (2008), utilizando as matrizes de rotação de acordo com as convenções adotadas por Boczko (1998), obtêm-se as expressões:

$$\cos \theta = \frac{-(\alpha - \alpha_0) \sin \phi \cos \delta + (\delta - \delta_0) \cos \phi}{r}, \quad (2.1)$$

$$\sin \theta = \frac{-(\alpha - \alpha_0) \cos \phi \cos \delta - (\delta - \delta_0) \sin \phi}{r \cos i}, \quad (2.2)$$

que permitem obter as coordenadas r e θ das regiões H II pelas expressões:

$$r = \sqrt{(-(\alpha - \alpha_0) \sin \phi \cos \delta + (\delta - \delta_0) \cos \phi)^2 + \left(\frac{-(\alpha - \alpha_0) \cos \phi \cos \delta + (\delta - \delta_0) \sin \phi}{\cos i} \right)^2}, \quad (2.3)$$

$$\theta = \arctan \left(\frac{\sin \theta}{\cos \theta} \right), \quad (2.4)$$

sendo que α_0 e δ_0 são as coordenadas ascensão reta e declinação do centro da galáxia; α e δ são as coordenadas ascensão reta e declinação da região H II; e ϕ é o ângulo de posição (PA) da galáxia. O $\cos i$ está relacionado com a inclinação da galáxia em relação à linha

de visada. Conforme discutido em Giovanelli et al. (1994), como o disco espiral pode ser descrito como um esferoide achatado nos polos, a inclinação do disco pode ser expressa como:

$$\cos i = \sqrt{\frac{(\frac{b}{a})^2 - q^2}{1 - q^2}}, \quad (2.5)$$

onde a e b são os semieixos maior e menor da galáxia, respectivamente, e q é um parâmetro adotado por Giovanelli et al. (1994) como sendo $q = 0.13$, que considera uma elipticidade intrínseca para todas as galáxias.

2.2 Ferramentas computacionais para análise de regiões H II

2.2.1 HIIEXPLORER

A ferramenta HIIEXPLORER foi desenvolvida por Sánchez et al. (2012) para, a partir do cubo de dados, segregar o espectro das regiões H II. Foi desenvolvido um algoritmo para selecionar, segregar e extrair os espectros dessas regiões H II na galáxia. O procedimento desse algoritmo é semiautomático e parte de duas suposições principais iniciais para identificar as regiões H II: essas regiões possuem um tamanho físico da ordem de algumas centenas de parsec e são objetos isolados com forte emissão do gás ionizado, sendo que essa emissão é maior que a emissão contínua do gás ionizado em toda a galáxia. Após todo o procedimento um novo cubo de dados é criado contendo informações espectrais apenas das regiões ionizadas identificadas. Com esse novo cubo de dados pode-se utilizar a ferramenta FIT3D (abordada a seguir) para remover a população estelar obtendo, por fim, o espectro com as linhas de emissão do gás ionizado dessas regiões.

O HIIEXPLORER foi testado e comparado com outros métodos de identificação de regiões H II disponíveis na literatura, como por exemplo o REGION (Fathi et al., 2007) e o HIIPHOT (Thilker et al., 2000), e se mostrou ser eficiente na segregação e extração de regiões H II. O código do HIIEXPLORER, desenvolvido inicialmente por Sánchez et al. (2012), foi escrito na linguagem PERL. Contudo, esse código foi reescrito na linguagem python, que é mais comumente utilizado na astronomia, pois a distribuição, instalação e atualização são mais fáceis de serem realizadas. A nova ferramenta PyHIIEXPLORER¹

¹ Disponível em <https://github.com/cespinosa/pyHIIexplorerV2>.

(Espinosa-Ponce et al., 2020) é baseada na ferramenta anterior e está disponível para ser utilizada pela comunidade científica.

2.2.2 FIT3D

O FIT3D é uma ferramenta que foi melhorada por Sánchez et al. (2015) para analisar propriedades espectroscópicas da população estelar e do gás ionizado dos espectros das galáxias. Essa nova versão é a base de um *pipeline* usado na análise dos dados do CALIFA para tratar os dados IFS afim de separar, no espectro, a contribuição do gás ionizado da população estelar.

Na região do ótico, o espectro das galáxias contém informações das emissões e absorções da luz, principalmente pelo gás ionizado e pelas estrelas, respectivamente. Apesar de em geral as populações estelares dominarem a emissão contínua no espectro e os gases ionizados dominarem um conjunto de linhas de emissão, apenas com essas informações não é possível desacoplar o espectro para o estudo individual (Sánchez et al., 2015). A distribuição espectral de energia (SED, do inglês *spectral energy distribution*) de populações estelares, que depende, por exemplo, da função de massa inicial, taxa de formação estelar e metalicidade, possibilita gerar espectros de populações estelares sintéticas, conhecida como modelagem de síntese evolutiva (por exemplo, Tinsley, 1980). No entanto, assumir que uma única população estelar descreve bem a SED de uma galáxia não válido nem para galáxias do tipo precoce quanto para galáxias do tipo tardio, principalmente pelo fato da maioria das galáxias apresentam histórias de formação estelar (SFH, do inglês *star formation history*) bem complexas, com estrelas de diferentes metalicidades e idades. Portanto, é necessário considerar uma combinação linear de múltiplas SSPs (do inglês, *synthetic stellar populations*) para estimar a população estelar da galáxia e na literatura é possível encontrar diversas ferramentas que foram desenvolvidas para modelar essas populações estelares como uma combinação de populações estelares (por exemplo, Panter et al., 2003; Cid Fernandes et al., 2005; Ocvirk et al., 2006; Sarzi et al., 2006; Tojeiro et al., 2007; Koleva et al., 2009; MacArthur et al., 2009).

A nova versão do FIT3D adota uma abordagem de Monte-Carlo, onde considera algumas combinações lineares de múltiplas SSPs derivando um modelo para a emissão do contínuo do espectro. Diferentemente dos outros trabalhos, além modelar a população estelar, o FIT3D também modela as linhas de emissão do gás ionizado com um conjunto de

funções gaussianas únicas, fazendo do FIT3D uma ferramenta mais completa. Sendo assim, o FIT3D consegue subtrair o espectro contínuo estelar do espectro original, fornecendo o espectro com linhas de emissão do gás ionizado. O FIT3D estima a velocidade estelar e a dispersão de velocidade mas não fornece uma análise cinemática detalhada da distribuição de velocidade ao longo da linha de visada. Por fim, após realizar todo o procedimento, as informações como os fluxos das linhas de emissão, a análise da população estelar e a história da formação estelar são disponibilizados.

2.3 Seleção da amostra

As galáxias selecionadas da nossa amostra foram obtidas do DR3 do CALIFA (Sánchez et al., 2016). Foram adotados alguns critérios para a seleção da amostra: (i) galáxias espirais com tipos morfológicos entre Sa e Sm, incluindo galáxias barradas; (ii) galáxias que não estão em processos de interação ou fusão; (iii) galáxias com inclinação $i < 65^\circ$, para evitar incertezas induzidas devido ao efeito da inclinação. O critério para adotar a inclinação $i < 65^\circ$ foi utilizar um valor intermediário em relação ao trabalhos de Sánchez-Menguiano et al. (2016) e Sánchez-Menguiano et al. (2018), que adotaram uma inclinação $i < 60^\circ$ e $i < 70^\circ$, respectivamente. Os raios efetivos foram derivados pela Dra. Mercedes Mollá do CIEMAT (do espanhol, *Centro de Investigaciones Energéticas, Medioambientales y Tecnológicas*) e disponibilizados para nós através de contato privado. Com base nas condições descritas acima, 154 galáxias espirais foram selecionadas e as informações das principais propriedades dessas galáxias estão descritas no apêndice A. A figura 2.2 mostra a distribuição das galáxias da nossa amostra em função das massa, tipo morfológico e raio efetivo, separando as galáxias em galáxias barradas (B), não barradas (A) e intermediárias (AB), ou seja, galáxias nas quais não está claro se realmente possuem uma barra.

Considerando os critérios descritos acima, a nossa amostra é, inicialmente, composta por galáxias com massas entre $10^{9.07}$ e $10^{11.30} M_\odot$ e $2.24 < r_e < 17.77$ kpc. A massa estelar é disponibilizada pelo CALIFA e foi derivada por Walcher et al. (2014) a partir de dois diferentes métodos, um denominado *kcorrect* de Blanton e Roweis (2007) e um outro algoritmo amplamente testado em Walcher et al. (2008). Esses algoritmos utilizam os modelos de populações estelares de Bruzual e Charlot (2003) e uma função de massa inicial estelar de Chabrier (2003), além de, por exemplo, ser necessário determinar a SED

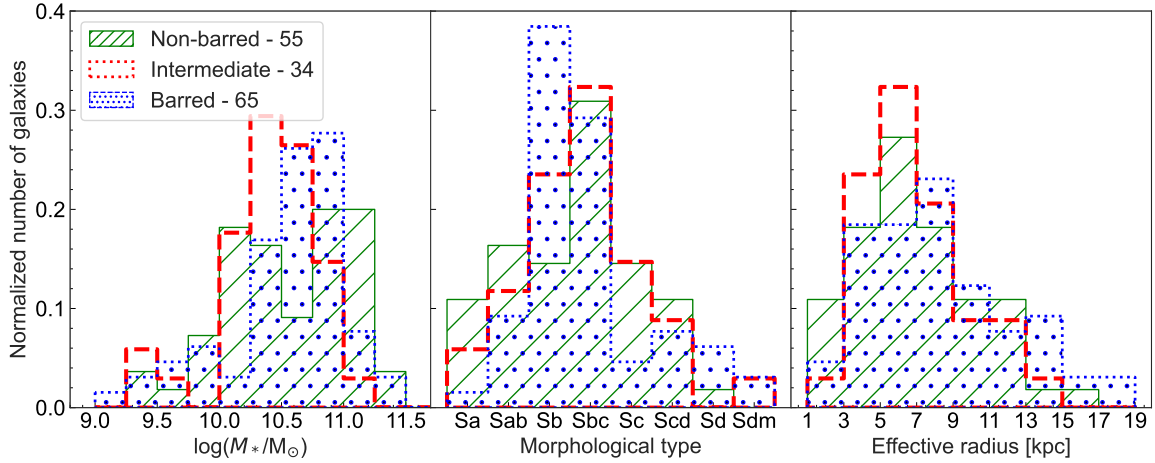


Figura 2.2: Diagrama comparativo de propriedades das galáxias da nossa amostra de acordo com a presença ou não da barra. À esquerda, comparação entre o $\log(M_*/M_\odot)$; no centro, comparação entre o tipo morfológico da sequência de Hubble; à direita, comparação entre os raios efetivos r_e .

no referencial de repouso da galáxia, que pode ser derivado utilizando técnicas descritas em Walcher et al. (2011).

Como Sánchez-Menguiano et al. (2016) também utilizaram os dados do CALIFA no estudo de gradientes de abundância de oxigênio em uma amostra de 122 galáxias, fizemos uma comparação entre algumas propriedades das galáxias da nossa amostra com a amostra daquele trabalho, mostrada na figura 2.3.

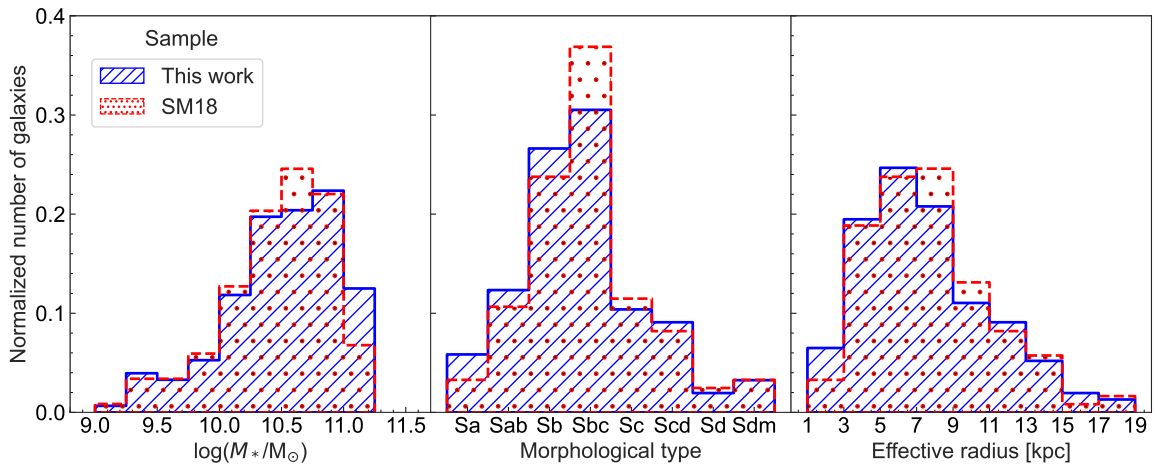


Figura 2.3: Diagrama comparativo de propriedades das galáxias da nossa amostra com a amostra de Sánchez-Menguiano et al. (2016), ambos utilizando dados do CALIFA. À esquerda, comparação entre o $\log(M/M_\odot)$; no centro, comparação entre o tipo morfológico da sequência de Hubble; à direita, comparação entre os raios efetivos r_e .

Para obter os fluxos das regiões H II da nossa amostra, nós utilizamos o catálogo de Espinosa-Ponce et al. (2020), disponível em http://ifs.astroscu.unam.mx/CALIFA/HII_regions/, que contém informações dos fluxos das possíveis regiões H II das galáxias da nossa amostra. Os detalhes serão discutidos no próximo capítulo.

2.4 Critérios de seleção de regiões H II

Diferentes fontes de ionização podem aquecer o gás na galáxia, como estrelas jovens do tipo espectral OB, relacionados com regiões de formação estelar; AGNs, como as Seyferts (linhas de emissão de alta ionização) e as LINERs (linhas de emissão de baixa ionização), que são objetos relacionados com buracos negros ativos² (Kewley et al., 2006); e HOLMES (do inglês, *hot low-mass evolved stars*; Flores-Fajardo et al., 2011; Cid Fernandes et al., 2011), estrelas quentes evoluídas de baixa massa que produzem um campo de radiação e ionizam as RGs (do inglês, *retired galaxies*), que são galáxias que pararam a formação estelar.

Diversos modelos são propostos na literatura para separar essas diferentes fontes de ionização. Nesta seção vamos abordar o diagrama BPT proposto por Baldwin et al. (1981); o diagrama WHAN proposto por Cid Fernandes et al. (2011); e os critérios de seleção de regiões H II propostos por Sánchez et al. (2014) e Lacerda et al. (2018), que serão os critérios adotados neste trabalho para selecionar as regiões H II a serem estudadas.

2.4.1 Diagrama BPT

O diagrama BPT proposto por Baldwin et al. (1981) classifica, principalmente, as regiões H II e os AGNs. No diagrama mais comumente usado são utilizadas as razões das linhas fortes de emissão $[O III]\lambda 5007/H\beta$ e $[N II]\lambda 6583/H\alpha$, que são linhas pouco afetadas pela atenuação da poeira. Esse diagrama separa, principalmente, regiões H II de AGNs fortes, sendo que as regiões H II costumam se localizar no canto inferior esquerdo do diagrama enquanto os AGNs se localizam na direção oposta. Baseados no diagrama BPT, alguns autores propuseram curvas de demarcação para separar regiões H II e AGNs. Algumas das curvas mais comumente utilizadas são as curvas de Kewley et al. (2001), derivada de forma teórica utilizando modelos de fotoionização; Kauffmann et al. (2003), que possui

² Buracos negros que estão acretando matéria.

uma origem empírica baseada na análise de linhas de emissão dos espectros integrados de galáxias do SDSS; Stasińska et al. (2006), que utilizam modelos de fotoionização e lei de potência para distinguir regiões H II de AGNs. Já na curva de Schawinski et al. (2007) é utilizado um critério puramente morfológico por meio de inspeção visual para separar entre os AGNs, as Seyferts das LINERs. A figura 2.4 mostra o diagrama BPT com as curvas de demarcação citadas acima.

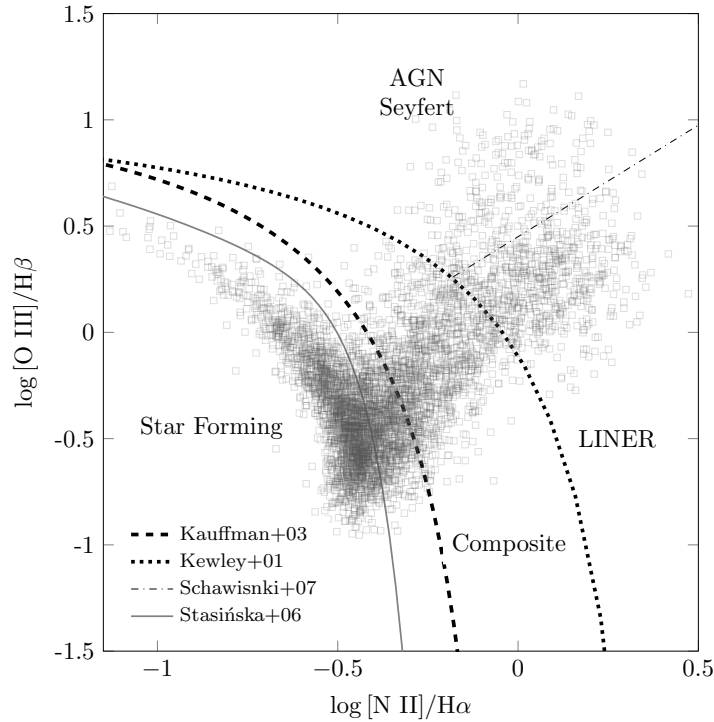


Figura 2.4: Diagrama BPT do trabalho de de Souza et al. (2017) mostrando as curvas que separam regiões H II de AGNs. Linha pontilhada: Kewley et al. (2001); linha sólida: Stasińska et al. (2006); linha tracejada: Kauffmann et al. (2003), a linha traço ponto mostra a divisão entre Seyferts e LINERs proposta por Schawinski et al. (2007).

Essas curvas geralmente são utilizadas para separar os AGNs fortes, localizados acima da curva de Kewley et al. (2001), das regiões H II, localizadas abaixo da linha de Kauffmann et al. (2003). A região situada entre as curvas de Kewley et al. (2001) e Kauffmann et al. (2003) ainda é uma questão de debate, pois, além de outras fontes de ionização, é possível encontrar regiões H II puras nessa região, conforme os trabalhos de Kennicutt et al. (1989), Ho et al. (1997), Pérez-Montero e Contini (2009) e Sánchez et al. (2014). Portanto, adotar a curva de Kauffmann et al. (2003) para separar regiões H II de AGNs induz erros na análise, pois regiões H II conhecidas podem, de fato, estarem localizadas acima dessa curva. Contudo, outros autores, como Singh et al. (2013), Vogt et al. (2014), Belfiore et al.

(2015) e Sánchez et al. (2015), têm investigado outros diagramas no estudos de fontes de ionização, uma vez que a exata localização da curva que separa regiões H II de AGNs não está tão clara, sendo, ainda, uma questão em debate (Zinchenko et al., 2016).

2.4.2 Diagrama WHAN

O diagrama WHAN, inicialmente introduzido por Cid Fernandes et al. (2010), foi revisitado pelos mesmos autores Cid Fernandes et al. (2011), onde propuseram uma classificação capaz de abordar uma grande quantidade de galáxias que podem deixar de apresentar certas linhas de emissão, além de permitir diferenciar os AGNs fracos das RGs. O diagrama se baseia principalmente nas linhas de emissão [N II] e $H\alpha$, além da largura equivalente de $H\alpha$ ($EWH\alpha$). A figura 2.5 mostra o diagrama WHAN para a classificação de diferentes fontes de ionização utilizando o catálogo de galáxias do SDSS.

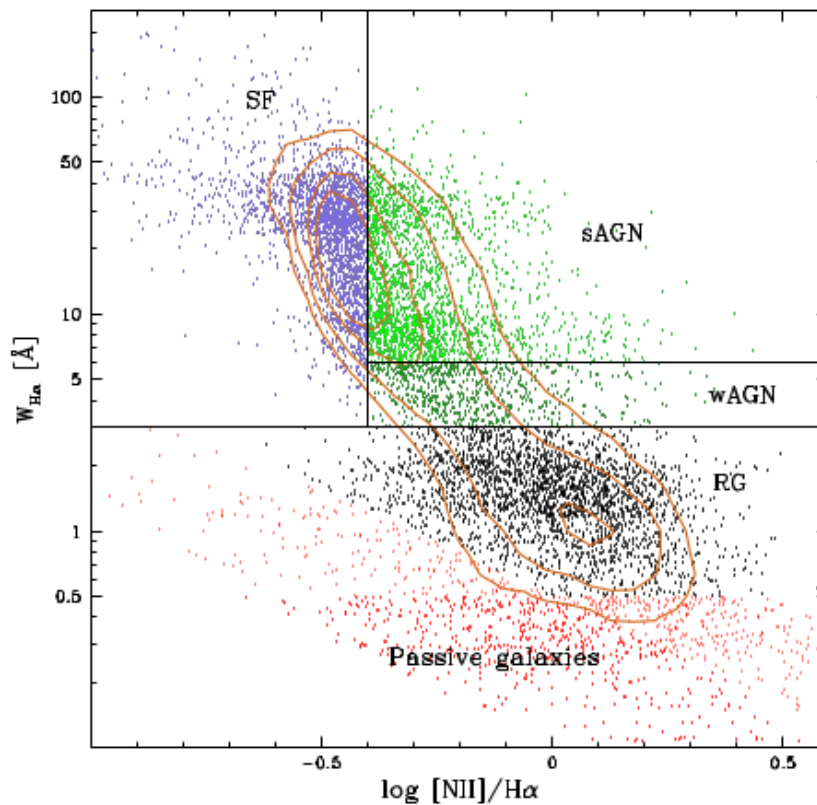


Figura 2.5: Diagrama WHAN de Cid Fernandes et al. (2011) separando as regiões H II (SF, do inglês *star-forming*), AGN forte (sAGN, do inglês *strong* AGN), AGN fraco (wAGN, do inglês *weak* AGN), RG e PG (galáxia que não possui linhas de emissão). Os pontos laranjas correspondem a PGs que possuem $EWH\alpha$ ou $EWN II$ menor que 0.5 \AA , enquanto os pontos vermelhos são, de fato, galáxias passivas.

As cinco classes para a identificação das fontes ionizantes são propostas conforme as condições abaixo:

- (i) regiões H II puras: $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) < -0.4$ e $\text{EWH}\alpha > 3 \text{ \AA}$;
- (ii) AGN forte (Seyferts): $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) > -0.4$ e $\text{EWH}\alpha > 6 \text{ \AA}$;
- (iii) AGN fraco (LINERs): $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) > -0.4$ e $3 \text{ \AA} < \text{EWH}\alpha < 6 \text{ \AA}$;
- (iv) RGs (AGN falso): $\text{EWH}\alpha < 3 \text{ \AA}$;
- (v) Galáxias passivas (PGs, do inglês *passive galaxies*): $\text{EWH}\alpha$ e $\text{EWN II} < 0.5 \text{ \AA}$.

Sendo assim, o esquema de classificação do diagrama WHAN possui três principais características:

- É capaz de identificar as três principais fontes de ionização nas galáxias: estrelas jovens, AGNs e HOLMES;
- É baseado em diagramas de diagnóstico mais simples, porém mais inclusivo, capaz de incluir regiões que possuem linhas de emissão fracas. Sendo assim, identifica e classifica regiões que não são possíveis de se identificar em outros diagramas;
- As fronteiras entre regiões H II e AGNs e entre AGN forte e AGN fraco são baseadas nas transposições de linhas de demarcação amplamente utilizadas em diagramas de diagnósticos tradicionais (Kauffmann et al., 2003; Stasińska et al., 2006). Além disso, é capaz de distinguir os AGNs falsos (RGs) dos AGNs verdadeiros.

2.4.3 Luminosidade de estrelas jovens

Sánchez et al. (2014) desenvolveram um método diferente, sem utilizar razões de linhas de emissão, para identificar regiões H II. O critério adotado consiste na contribuição de estrelas jovens para a fração de luminosidade total (f_y) na banda V de uma região ionizada, sendo que estrelas jovens foram definidas como sendo estrelas com idade inferior a 500 milhões de anos. Na modelagem do espectro contínuo das regiões ionizadas a fração de luminosidade das estrelas é obtida através da análise de combinação de SSPs extraídas da biblioteca de modelos de SSPs fornecida pelo projeto MILES (Vazdekis et al., 2010; Falcón-Barroso et al., 2011). Segundo Sánchez et al. (2014), apenas um corte em largura

equivalente de $H\alpha$ não é suficiente para separar as diferentes fontes de ionização. Na figura 2.6 é mostrada uma análise da fração de luminosidade de aproximadamente 7000 regiões ionizadas utilizando os dados do *survey* CALIFA.

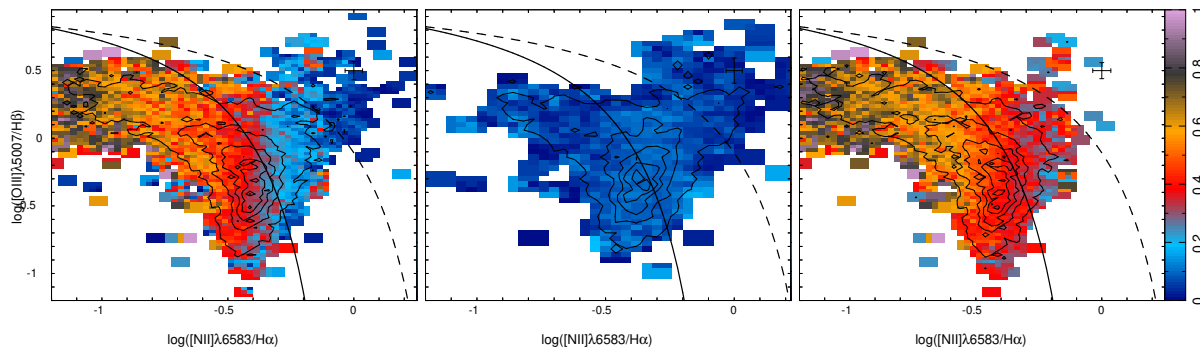


Figura 2.6: O painel esquerdo mostra o diagrama de diagnóstico BPT das regiões ionizadas, onde as cores correspondem à fração de estrelas jovens. O painel central mostra o mesmo diagrama apenas com a fração de estrelas jovens inferior a 20%. O painel direito mostra o mesmo diagrama das regiões ionizadas cuja fração de estrelas jovens é superior a 20% (Sánchez et al., 2014).

Da figura 2.6, o painel central mostra 1787 regiões cuja porcentagem de estrelas jovens é menor que 20%, sendo que mais de 40% dessas regiões estão localizadas acima da curva de Kauffmann et al. (2003). Por outro lado, o painel direito mostra 5229 regiões cuja porcentagem de estrelas jovens é maior que 20%, sendo que apenas 23 regiões estão acima da curva de Kewley et al. (2006), ou seja, aproximadamente 99.5% das regiões com fração de luminosidade acima de 20% estão localizadas abaixo da curva de Kewley et al. (2006). Ainda do painel direito, 713 regiões estão localizadas entre as curvas de Kewley et al. (2001) e Kauffmann et al. (2003), com uma porcentagem de aproximadamente 40% de estrelas jovens, que seriam excluídas se a curva de Kauffmann et al. (2003) tivesse sido adotada para separar as regiões ionizadas. Portanto, baseado nos resultados obtidos por Sánchez et al. (2014), as regiões H II estão, de maneira geral, localizadas abaixo da curva de Kewley et al. (2006), de tal forma que uma região ionizada será identificada como uma região H II se a contribuição de estrelas jovens for superior a 20%.

2.4.4 Gás difuso ionizado

O gás difuso ionizado (DIG, do inglês *diffuse ionized gas*) são regiões que possuem propriedades diferentes de regiões H II, como densidades mais baixas e temperaturas

eletrônicas mais altas. As fontes que alimentam o DIG podem ser identificadas como HOLMES (Flores-Fajardo et al., 2011), choques (Collins e Rand, 2001) ou raios cósmicos (Reynolds et al., 2001). Conforme já discutido anteriormente, há a necessidade de distinguir uma região H II de um DIG e na literatura há trabalhos que fazem essa distinção baseados no brilho superficial de $H\alpha$ (por exemplo Zurita et al., 2000; Vogt et al., 2017).

Lacerda et al. (2018) fazem uma discussão sobre a adoção do brilho superficial de $H\alpha$ como sendo uma forma errônea de separar regiões H II de DIG. Considerando duas regiões dominadas por DIG que estejam sobrepostas em relação a linha de visada, indicariam um alto brilho superficial, fazendo com que essas duas regiões dominadas por DIG possam ser erroneamente classificadas como regiões H II, se adotado o brilho superficial de $H\alpha$ como critério de seleção para regiões H II. Portanto, Lacerda et al. (2018) propõem uma análise com base na largura equivalente de $H\alpha$ e definem hDIG como sendo regiões ionizadas por HOLMES, SFc como complexos de formação estelar e mDIG como sendo regiões ionizadas por várias fontes mistas. A classificação de Lacerda et al. (2018) baseada em $EW_{H\alpha}$, derivada de uma amostra de galáxias do CALIFA, segue o seguinte esquema:

- i. hDIG: $EW_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$;
- ii. mDIG: $3 \text{ \AA} < EW_{H\alpha} < 14 \text{ \AA}$;
- iii. SFc: $EW_{H\alpha} > 14 \text{ \AA}$.

Ainda de acordo com Lacerda et al. (2018), galáxias espirais do tipo precoce apresentam uma alta concentração de hDIG, se comparadas com galáxias tardias. No entanto, eles identificaram que em galáxias do tipo precoce a presença do hDIG está distribuída de maneira mais uniforme no disco das galáxias, enquanto nas galáxias do tipo mais tardio, Sb ou posteriores, o hDIG se concentra nas regiões mais centrais localizadas dentro de $R < 1 \text{ HLR}$, onde R é a distância ao centro da galáxia e HLR corresponde ao de raio meia-luz (HLR, do inglês *half-light radius*). O fato de identificarem hDIG nas regiões mais centrais das galáxias é interpretado como uma maior quantidade de populações estelares velhas em bojos galácticos.

Para o mDIG, Lacerda et al. (2018) realizaram uma análise considerando a largura equivalente $3 \text{ \AA} < EW_{H\alpha} < 14 \text{ \AA}$ da amostra apenas para regiões com $R > 1 \text{ HLR}$ para diminuir as possíveis contaminações de AGNs. No diagrama BPT, mostrado na figura 2.7,

eles sugerem que o mDIG pode realmente ser entendido como uma mistura de hDIG e SFc. Além disso, da figura 2.7, quando $\text{EWH}\alpha$ se aproxima de 3 Å, está no regime de hDIG, e, quando $\text{EWH}\alpha$ se aproxima de 14 Å, corresponde a uma região H II. No entanto, entre as curvas de Kewley et al. (2001) e Kauffmann et al. (2003) existe uma certa concentração de regiões hDIG que devem ser excluídas da análise de regiões H II.

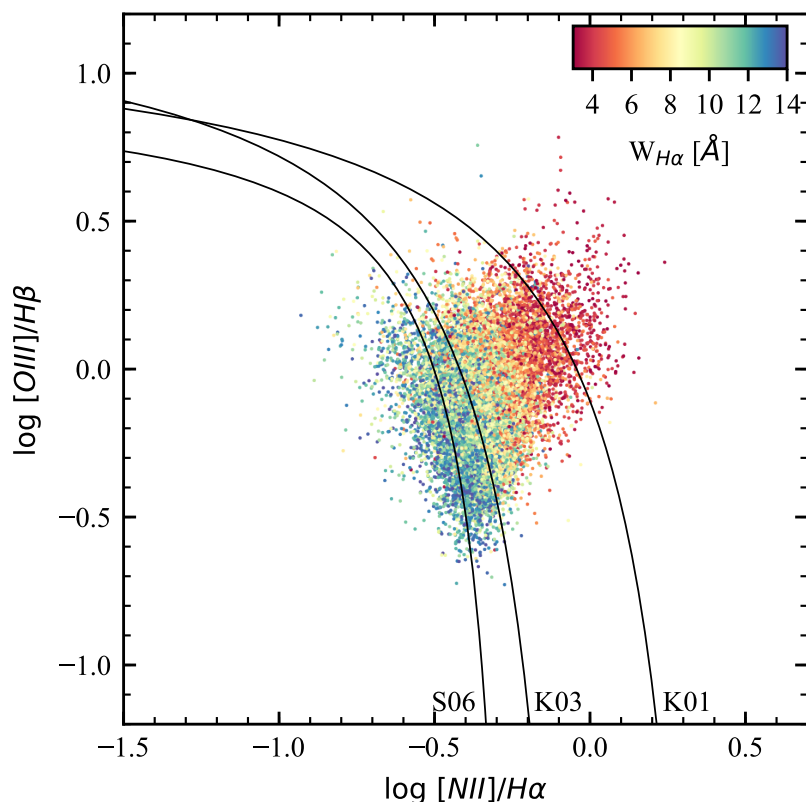


Figura 2.7: Diagrama BPT para as regiões mDIG, $3 \text{ \AA} < \text{EWH}\alpha < 14 \text{ \AA}$, em galáxias com $R > 1 \text{ HLR}$ (Lacerda et al., 2018).

Dada a discussão feita na seção 2.4, utilizaremos como critério de seleção de regiões H II a fração de luminosidade de estrelas jovens ($< 500 \times 10^6$ anos) proposta por Sánchez et al. (2014), garantindo que as regiões ionizadas estejam localizadas abaixo da curva de Kewley et al. (2001), excluindo os AGNs fortes. Além disso, esse critério deve, consequentemente, excluir as regiões ionizadas por HOLMES (Cid Fernandes et al., 2011; Lacerda et al., 2018).

2.5 Correção da extinção interestelar

A extinção interestelar ocorre quando há a absorção ou o espalhamento da luz ao passar por gás e poeira no meio interestelar. Essa extinção provoca uma diminuição na intensidade da luz que chega à Terra, sendo necessário realizar a correção dessa extinção afim de se obter a informação real dos fluxos do conjunto de dados dos objetos observados.

Conforme Osterbrock (1989), pode-se adotar a razão teórica de $H\alpha/H\beta$ como 2.86, considerando uma densidade eletrônica $n_e = 100 \text{ cm}^{-3}$ e uma temperatura eletrônica $T_e = 10000 \text{ K}$, de acordo com a teoria de recombinação. A correção da extinção interestelar é realizada utilizando-se a seguinte expressão, conforme, por exemplo, Cavichia (2008):

$$\log \left[\frac{F(\lambda)}{F(H\beta)} \right]_{\text{teórico}} = \log \left[\frac{F(\lambda)}{F(H\beta)} \right]_{\text{observado}} + 0.4E(B-V) \left[\frac{A_\lambda - A_{H\beta}}{E(B-V)} \right]. \quad (2.6)$$

A partir das razões $H\alpha/H\beta$ teórica e observada e utilizando a expressão 2.6, é obtido o excesso de cor $E(B-V)$ aplicando-se a curva de extinção $(A_\lambda - A_{H\beta})/E(B-V)$ (Fitzpatrick, 1999), que é um polinômio de grau 7 dado por:

$$\left[\frac{A_\lambda}{E(B-V)} \right] = 0.00001 + 0.22707x + 1.95243x^2 - 2.67596x^3 + 2.6507x^4 - 1.26812x^5 + 0.27549x^6 - 0.02212x^7, \quad (2.7)$$

sendo $x = 1/\lambda [\mu\text{m}^{-1}]$.

Com o valor do excesso de cor de cada região H II em cada galáxia, os fluxos das linhas de emissão dessas regiões podem ser corrigidos, fornecendo o fluxo real dessas linhas.

2.6 Indicadores de abundâncias químicas

A determinação das abundâncias químicas do meio interestelar em galáxias são de extrema importância no estudo da formação e evolução das galáxias. No caso das regiões H II, sendo regiões de formação estelar, é possível obter uma estimativa do enriquecimento químico atual da galáxia.

Diversos indicadores de abundâncias químicas derivados de métodos indiretos estão disponíveis na literatura. A seguir descrevemos alguns indicadores de abundância de oxigênio propostos por diferentes autores para a determinação da abundância de oxigênio das regiões

H II, assim como as calibrações das abundâncias químicas que são obtidas de maneira indireta a partir desses indicadores.

2.6.1 Índices O3N2, N2 e ONS

O índice O3N2 foi primeiramente introduzido por Alloin et al. (1979) e utiliza as razões das linhas fortes de emissão O III/H β e N II/H α . Essas linhas de emissão do indicador O3N2 são altamente sensíveis à abundância de oxigênio. Além disso, a vantagem de usar essas linhas é o fato delas serem próximas em comprimento de onda, proporcionando a vantagem de não ser necessário realizar a correção na calibração do fluxo. A expressão para o índice O3N2 é dada pela equação:

$$\text{O3N2} = \log \left(\frac{[\text{O III}]\lambda 5007}{\text{H}\beta} \times \frac{\text{H}\alpha}{[\text{N II}]\lambda 6583} \right). \quad (2.8)$$

O índice N2 utiliza as mesmas linhas do índice O3N2, sendo o N2 definido como a razão das linhas N II/H α . Esse indicador foi introduzido primeiramente por Storchi-Bergmann et al. (1994) e revisitado por Denicoló et al. (2002) com uma amostra maior de dados para validar a calibração e a utilização desse índice na determinação da abundância de oxigênio. A expressão para o indicador N2 é dada por:

$$\text{N2} = \log \left(\frac{[\text{N II}]\lambda 6583}{\text{H}\alpha} \right). \quad (2.9)$$

O indicador ONS foi introduzido por Pilyugin et al. (2010), cuja sigla faz referência aos elementos químicos oxigênio, nitrogênio e enxofre utilizados na determinação desse indicador. Uma combinação linear da intensidade dos fluxos desses elementos químicos, definidas como R_2 , N_2 , S_2 e R_3 , foi proposta para determinar a abundância de oxigênio, como mostrado pelas expressões dadas por:

$$\begin{aligned} R_2 &= [\text{O II}](\lambda 3727 + \lambda 3729)/\text{H}\beta \\ N_2 &= [\text{N II}](\lambda 6548 + \lambda 6584)/\text{H}\beta \\ S_2 &= [\text{S II}](\lambda 6717 + \lambda 6730)/\text{H}\beta \\ R_3 &= [\text{O III}](\lambda 4959 + \lambda 5007)/\text{H}\beta. \end{aligned} \quad (2.10)$$

Outros indicadores de abundâncias químicas são encontrados na literatura. O indicador R_{23} foi proposto pela primeira vez por Pagel et al. (1979) e definido como sendo

$R_{23} = [\text{O II}](\lambda 3727 + \lambda 3729) + \text{O III}(\lambda 4959 + \lambda 5007) / \text{H}\beta$. O indicador S_{23} foi introduzido por Vilchez e Esteban (1996) e é definido como sendo $S_{23} = \{[\text{S II}](\lambda 6717 + \lambda 6730) + \text{S III}(\lambda 9069 + \lambda 9532)\} / \text{H}\beta$.

2.6.2 Calibrador PP04

No trabalho de Pettini e Pagel (2004) foram utilizados os indicadores O3N2 e N2 com o intuito de derivar calibradores de abundâncias de oxigênio. Utilizando uma amostra de 137 regiões H II extragalácticas, com base no indicador O3N2, obteve-se a relação:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.73 - 0.32 \times \text{O3N2}, \quad (2.11)$$

válido para o intervalo $\text{O3N2} < 1.9$, pois acima desse intervalo a relação não é linear.

Com o indicador N2, a calibração de abundância de oxigênio é dada como:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.90 + 0.57 \times \text{N2}, \quad (2.12)$$

válido para o intervalo $-2.5 < \text{N2} < -0.3$, pois fora desse intervalo não há dados das regiões H II para realizar a calibração.

2.6.3 Calibrador M13

Marino et al. (2013) derivaram um novo calibrador para determinar as abundâncias de oxigênio das regiões H II. Esse calibrador foi derivado de uma revisão baseada nos índices N2 e O3N2, onde eles utilizaram medições de temperaturas eletrônicas (T_e) de regiões H II já estudadas na literatura, além de incluir novas medições de T_e de regiões H II obtidas com o *survey* CALIFA. Para o índice O3N2, a relação é válida entre no intervalo $-1.1 < \text{O3N2} < 1.7$ e expressa por:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.533 - 0.214 \times \text{O3N2}. \quad (2.13)$$

Para o índice N2, o intervalo válido é entre $-1.6 < \text{N2} < -0.2$, e a calibração é expressa por:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.743 + 0.462 \times \text{N2}. \quad (2.14)$$

2.6.4 Calibrador P10

A calibração derivada por Pilyugin et al. (2010) utiliza o índice ONS. Essa calibração foi obtida com uma combinação linear dos parâmetros do indicador ONS discutido anteriormente, sendo que, para diferentes valores de N_2 e N_2/S_2 , a calibração possui uma expressão diferente:

$$\begin{aligned}
 12 + \log(\text{O/H})_{\text{ONS}} &= 8.277 + 0.657P - 0.399 \log(R_3) - \\
 &\quad - 0.061 \log(N_2/R_2) + 0.005 \log(S_2/R_2), \\
 &\quad \text{se } \log(N_2) > -0.1; \\
 12 + \log(\text{O/H})_{\text{ONS}} &= 8.816 - 0.733P + 0.454 \log(R_3) + \\
 &\quad + 0.710 \log(N_2/R_2) - 0.337 \log(S_2/R_2), \\
 &\quad \text{se } \log(N_2) < -0.1 \text{ e } \log(N_2/S_2) > -0.25; \\
 12 + \log(\text{O/H})_{\text{ONS}} &= 8.774 - 1.855P - 1.517 \log(R_3) + \\
 &\quad + 0.304 \log(N_2/R_2) + 0.328 \log(S_2/R_2), \\
 &\quad \text{se } \log(N_2) < -0.1 \text{ e } \log(N_2/S_2) < -0.25.
 \end{aligned} \tag{2.15}$$

onde o parâmetro P dado na expressão 2.15 é definido como sendo $P = R_3/(R_3 + R_2)$, sendo que os parâmetros R_2 e R_3 são definidos na expressão 2.10.

2.6.5 Calibrador D16

Dopita et al. (2016) derivaram um calibrador para a abundância de oxigênio com base nas linhas de emissão $[\text{N II}]\lambda 6584$, $\text{H}\alpha$ e no dubleto $[\text{S II}]\lambda 6717, 6730$, além do indicador $\text{N}2$. Segundo Dopita et al. (2016), este é um potente calibrador de abundância de oxigênio, principalmente para galáxias em alto *redshift*, pois essas linhas são, frequentemente, as únicas linhas observáveis em altos *redshifts*. Contudo, apesar de ser um calibrador utilizado principalmente em galáxias com alto *redshifts*, esse calibrador também pode ser utilizado em baixos *redshifts* e é expresso por:

$$12 + \log(\text{O/H}) = 8.77 + \log \left(\frac{[\text{N II}]\lambda 6584}{[\text{S II}]\lambda 6717 + [\text{S II}]\lambda 6730} \right) + 0.264 \log \left(\frac{[\text{N II}]\lambda 6584}{\text{H}\alpha} \right). \tag{2.16}$$

2.7 Método de ajuste do gradiente de abundância

Para realizar os ajustes dos gradientes de abundância de oxigênio, utilizamos o pacote denominado *piecewise regression* desenvolvido por Pilgrim (2021) na linguagem *python*. O *piecewise regression* é um procedimento de ajuste automático, sem a supervisão humana, que realiza um processo de *bootstrap*³ nos dados para escapar do mínimo local, ou seja, ao identificar uma quebra no gradiente o algoritmo continua processando os dados afim de encontrar uma outra possível quebra cujo gradiente melhor ajusta os dados, resultando na menor soma residual quadrática (RSS, do inglês *residual sum of squares*). As expressões abaixo correspondem às funções que ajustam os gradientes para o caso do perfil linear único, para o caso em que o perfil apresenta apenas uma quebra no gradiente, sendo uma quebra interna ou um achatamento externo; e, para o caso de haver até duas quebras no gradiente, sendo uma quebra interna e um achatamento externo, respectivamente:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = a_2 r + b, \quad (2.17)$$

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = a_1 r + b + (a_2 - a_1)(r - h_1)\mathbf{H}(r - h_1), \quad (2.18)$$

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = a_1 r + b + (a_2 - a_1)(r - h_1)\mathbf{H}(r - h_1) + (a_3 - a_2)(r - h_2)\mathbf{H}(r - h_2), \quad (2.19)$$

onde a_1, a_2 e a_3 são os coeficientes dos gradientes radiais interno, principal e externo, respectivamente; b é o coeficiente linear; h_1 e h_2 são as posições em que ocorre a quebra interna e o achatamento externo, respectivamente; e \mathbf{H} é a função de Heaviside que garante a mudança da inclinação do gradiente no ajuste. Um exemplo dos coeficientes do ajuste é mostrado na figura 2.8.

Para cada galáxia foram realizados cada um dos três ajustes. No caso dos ajustes que poderiam apresentar ao menos uma quebra no gradiente foi adotado o critério de dois mil *bootstrap* (duas mil amostras *bootstrap*) para garantir a obtenção do mínimo global que melhor ajusta os dados. Para determinar quais dos três ajustes melhor ajusta os dados é necessário adotar um critério de inferência estatística. Diversos testes para avaliar modelos de ajustes de dados são propostos na literatura, como por exemplo o critério de Akaike

³ Procedimento de reamostragem dos dados comumente utilizado em análise estatística (Efron, 1979; Andrae, 2010). Este método consiste em criar um grande número de conjunto de dados, chamados de amostra *bootstrap*, reamostrando aleatoriamente a partir do conjunto de dados original, com substituição, ou seja, permite que uma observação seja selecionada mais de uma vez (ou não seja selecionada).

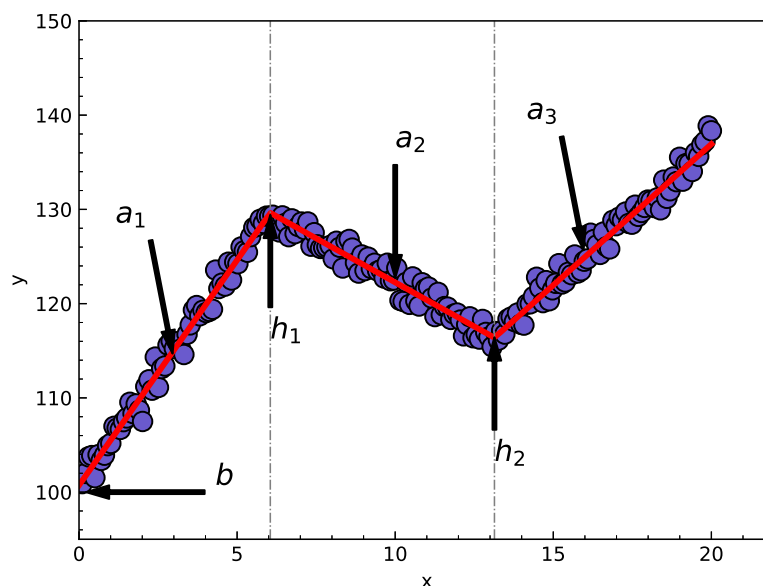


Figura 2.8: Exemplo de ajuste realizado utilizando o *piecewise regression* de Pilgrim (2021) exemplificando os parâmetros livres do ajuste.

(AIC, do inglês *Akaike Information Criterion*; Akaike, 1973); o critério de informação bayesiana (BIC, do inglês *Bayesian Information Criterion*; Schwarz, 1978); o teste chi-quadrado (Pearson, 1900); o teste de Kuiper (Kuiper, 1960); entre outros.

Para os nossos dados, optamos por utilizar o AIC, por ser amplamente utilizado em inferência estatística. Além disso, quando comparado, por exemplo, com o BIC, que penaliza fortemente a complexidade do modelo, o AIC é mais favorável nesse sentido, devido à possibilidade de ajuste das quebras nos gradientes. O AIC, sendo baseado em um função de probabilidade, fornece a probabilidade de um determinado modelo ajustar melhor os dados de acordo com a simplicidade do modelo, ou seja, o AIC retorna um parâmetro que compara diversos modelos ajustados de acordo com os parâmetros livres dos modelos, de tal forma que o menor valor de AIC possui a maior probabilidade de melhor descrever os dados ajustados. Contudo, como o número de regiões H II pode ser limitado em uma determinada galáxia e devido a quantidade de parâmetros livres a serem ajustados, descritos nas expressões 2.17, 2.18 e 2.19, conforme discutido em Narisetty (2020), é recomendado realizar um correção no valor do AIC. Essa correção se faz necessária quando a razão entre o número dos dados n e o número de parâmetros livres k da amostra é menor que 40 ($n/k < 40$). Sendo, fizemos essa correção na determinação do AIC, dada pela expressão abaixo, de acordo com Narisetty (2020):

$$\text{AIC}_c = \text{AIC} + \frac{2k(k+1)}{n-k-1} = 2k + n \ln \left(\frac{\text{RSS}}{n} \right) + \frac{2k(k+1)}{n-k-1}, \quad (2.20)$$

onde k , n e RSS são o número de parâmetros livres, o número de dados observados e a soma residual quadrática do ajuste dos dados, respectivamente. AIC_c corresponde ao AIC corrigido e ao longo deste trabalho vamos denotar o AIC corrigido simplesmente como AIC.

No caso do gradiente com uma quebra, conforme Sánchez-Menguiano et al. (2018), consideramos como quebra interna o caso em que a posição em que ocorre essa quebra está limitada até a primeira metade da distribuição radial e a inclinação do gradiente interno é menos negativo que a inclinação do gradiente negativo principal. A outra situação em que ocorre uma quebra no gradiente no gradiente foi considerada como achatamento externo.

Conforme discutido em Vale Asari et al. (2019) e Kumari et al. (2019), para o caso de galáxias que não possuem alta resolução espacial, o índice O3N2 se mostrou pouco afetado pelo DIG, sendo capaz de fornecer resultados confiáveis na determinação da abundância de regiões H II. Como nos dados do *survey* CALIFA não é possível resolver as regiões H II espacialmente para eliminar a contaminação do DIG, o índice O3N2 de Alloin et al. (1979) e o calibrador PP04 de Pettini e Pagel (2004) serão utilizados neste trabalho para obter as abundâncias de oxigênio com o método de ajuste descrito nesta seção.

Resultados e discussões

Neste capítulo apresentamos os principais resultados obtidos neste trabalho. Fazemos uma discussão sobre o ajuste do gradiente de abundância de oxigênio e apresentamos uma análise estatística feita com os parâmetros físicos das galáxias e os parâmetros físicos dos bojos. Nas próximas seções, apresentamos uma discussão feita a respeito do DIG na nossa amostra; apresentamos uma comparação entre diferentes métodos de seleção de regiões H II e suas implicações; e por fim, apresentamos uma análise da história de formação estelar das galáxias que apresentam uma quebra interna.

3.1 Ajuste do perfil do gradiente de abundância de oxigênio

O gradiente de abundância de oxigênio em galáxias espirais pode desviar de uma simples reta e apresentar uma quebra no gradiente. Conforme descrito nos trabalhos de Sánchez-Menguiano et al. (2016) e Sánchez-Menguiano et al. (2018), os gradientes de abundância de oxigênio podem apresentar um perfil linear único, um perfil quebrado com uma quebra interna, um perfil quebrado com um achatamento externo e um perfil duplamente quebrado com uma quebra interna e um achatamento externo.

Nós utilizamos o catálogo de Espinosa-Ponce et al. (2020), que contém as informações dos fluxos e da história de formação estelar das regiões ionizadas nas galáxias, identificadas pelo pyHIIEXPLORER, para realizar a análise deste trabalho. Limitamos os fluxos das regiões ionizadas com base em uma distribuição gaussiana, onde desconsideramos regiões que apresentaram um erro no fluxo maior que 3σ da largura total à meia altura da gaussiana ajustada. Em seguida, conforme discutido na seção 2.4, para realizar o ajuste do gradiente de abundância de oxigênio nós selecionamos as regiões H II que possuem uma fração de

luminosidade de estrelas jovens maior que 20% (Sánchez et al., 2014), sendo que as galáxias devem possuir um número mínimo de 10 regiões H II para garantir uma análise correta acerca do gradiente de abundância. Este critério garante que 99.82% das regiões estejam localizadas abaixo da curva de Kewley et al. (2001) no diagrama BPT, ou seja, de um total de 8712 regiões H II, apenas 16 estão localizadas acima da curva de demarcação de Kewley et al. (2001) excluindo, portanto, os AGNs fortes, conforme mostrado na figura 3.1. Além disso, apenas 13 regiões possuem $\text{EWH}\alpha < 3\text{\AA}$, ou seja, esse critério adotado garante que 99.85% das regiões não sejam dominadas por HOLMES, conforme mostrado na figura 3.2.

Por fim, nossa amostra reduziu para um total de 135 galáxias, compreendendo um total de 8712 regiões H II, mostradas no diagrama BPT da figura 3.1.

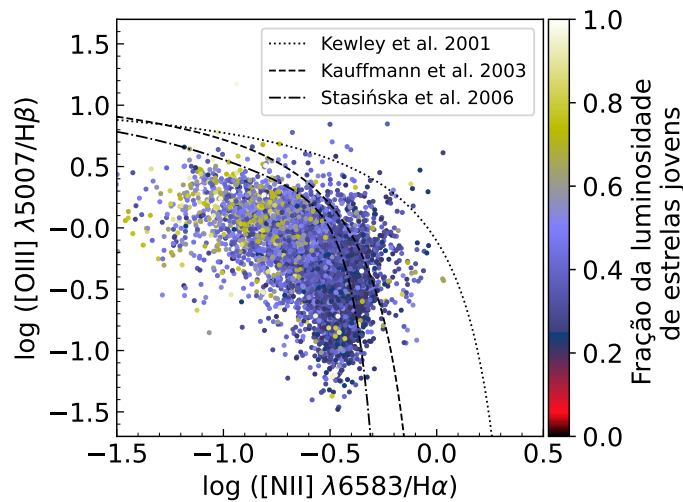


Figura 3.1: Diagrama BPT para as regiões H II da amostra. A curva pontilhada corresponde à curva de demarcação de Kewley et al. (2001); a tracejada à de Kauffmann et al. (2003); a traço-ponto à de Stasińska et al. (2006). A escala de cor corresponde a fração de luminosidade de estrelas jovens (Sánchez et al., 2014)

Como efeito de comparação, utilizamos as regiões H II selecionadas, de acordo com o critério de Sánchez et al. (2014), para criar um gráfico como o diagrama WHAN proposto por Cid Fernandes et al. (2011), discutido na seção 2.4, conforme a figura 3.2. Desse diagrama podemos notar que os critérios de seleção de regiões H II que adotamos garantem que o maior número de regiões está de fato localizada na região correspondente à regiões H II no diagrama WHAN, ou seja, 87.81% das regiões H II classificadas segundo o critério adotado neste trabalho estão localizadas na classe denominada como regiões H II segundo o diagrama WHAN. Contudo, 0.93% e 11.11% das regiões ionizadas são classificadas como

wAGN ou sAGN segundo o diagrama WHAN, respectivamente, onde Cid Fernandes et al. (2011) adotam um corte em $\log(\text{NII}/\text{H}\alpha) = -0.4$ como sendo a região de transição entre SF e AGN. Esse corte, segundo Cid Fernandes et al. (2011), corresponde ao melhor critério de transição entre SF e AGN, de acordo com a curva de demarcação de Stasińska et al. (2006). Além disso, 0.15% das regiões H II ionizadas são classificadas como RGs no diagrama WHAN, ou seja, segundo Cid Fernandes et al. (2011) e Lacerda et al. (2018), essas regiões são na realidade ionizadas por HOLMES. Sendo assim, o fato das regiões ionizadas serem classificadas como SF na figura 3.1 e como AGN ou RGs na figura 3.2 é porque nesses gráficos os critérios de seleção de regiões H II utilizam critérios diferentes.

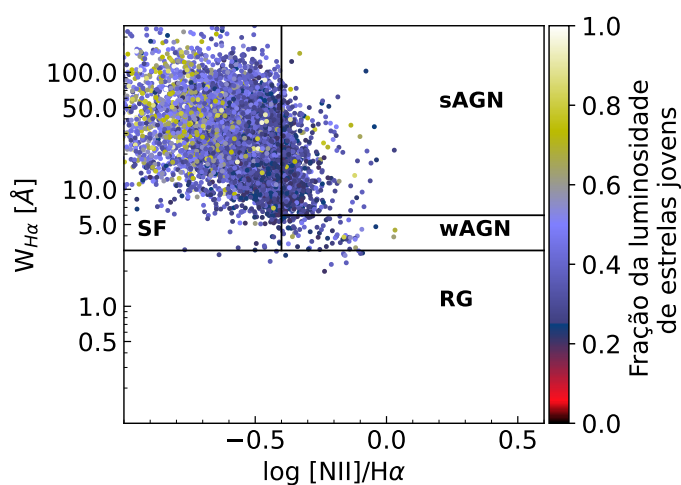


Figura 3.2: Diagrama WHAN de Cid Fernandes et al. (2011) para as regiões H II da amostra. As siglas *SF*, *sAGN*, *wAGN* e *RG* correspondem à formação estelar, AGN forte, AGN fraco e “retired galaxies”, respectivamente. A escala de cor corresponde a fração de luminosidade de estrelas jovens (Sánchez et al., 2014)

Após determinar as distâncias físicas (normalizando-as pelo raio efetivo) discutidas na seção 2.1; fazer a correção da extinção interestelar, discutida na seção 2.5; determinar as abundâncias de oxigênio com base no índice O3N2 (Alloin et al., 1979) e no calibrador PP04 (Pettini e Pagel, 2004), discutidos na seção 2.6, foram realizados os ajustes dos gradientes de abundância de oxigênio das regiões H II em cada galáxia com base no método *piecewise* discutido na seção 2.7. A figura 3.3 mostra o ajuste dos perfis dos gradientes de abundância de oxigênio de quatro galáxias para exemplificar os quatro possíveis perfis discutidos anteriormente, sendo um perfil linear único, um perfil quebrado com uma quebra interna, um perfil quebrado com um achatamento externo e um perfil duplamente quebrado com uma quebra interna e um achatamento externo.

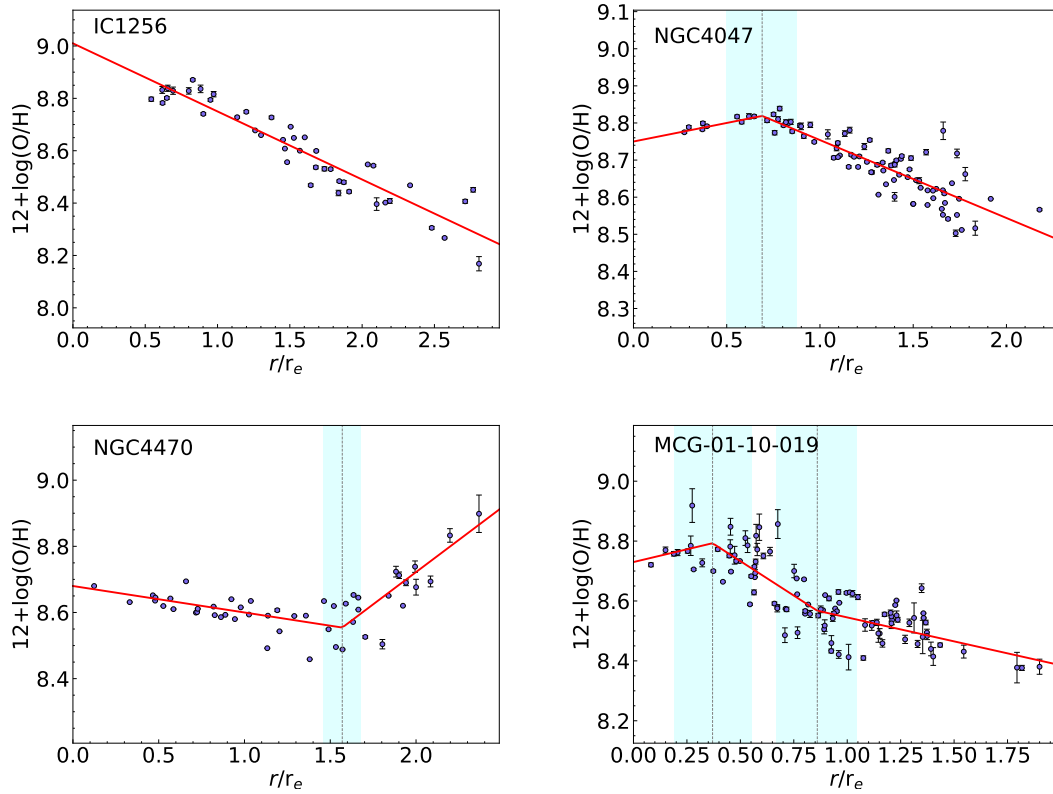


Figura 3.3: Exemplo dos quatro diferentes perfis dos gradientes de abundância de oxigênio ajustados nas galáxias da amostra. Nos painéis superiores, à esquerda é mostrado o perfil linear único e à direita é mostrado o perfil quebrado com uma quebra interna. Nos painéis inferiores, à esquerda é mostrado o perfil quebrado com um achatamento externo e à direita é mostrado um perfil duplamente quebrado com uma quebra interna e um achatamento externo. Os pontos roxos correspondem às abundâncias derivadas para as regiões H II classificadas de acordo com o critério de Sánchez et al. (2014). A linha sólida vermelha representa o melhor ajuste. A linha tracejada cinza corresponde a posição em que ocorre a quebra interna e/ou achatamento externo. O retângulo azul claro mostra o intervalo de confiança da quebra interna e/ou achatamento externo.

Como pode ser observado na figura 3.3, as galáxias podem apresentar diferentes perfis nos gradientes de abundância de oxigênio. No caso das galáxias NGC4047 e MCG-01-10-019 é possível identificar quebras internas, que são de interesse para o nosso trabalho. Com os ajustes de todas as galáxias da amostra faremos análises com as propriedades das galáxias e dos bojos, apresentadas nas seções seguintes. Os dados do melhor modelo ajustado, juntamente com os gráficos dos ajustes de todas as galáxias da amostra, são mostrados nos apêndices B e C, respectivamente.

3.2 Análise estatística

3.2.1 Parâmetros da galáxia

Das 135 galáxias da nossa amostra, 34 galáxias apresentaram um achatamento externo, representando 25,18% da amostra e 11 galáxias apresentaram uma quebra interna, ou seja, apenas 8.15% da amostra apresentou uma quebra interna no gradiente, sendo que apenas uma galáxia apresentou um perfil duplamente quebrado. Apenas galáxias com massa estelar $\log(M_*/M_\odot) > 10.0$ apresentaram uma quebra no gradiente, conforme figura 3.4, concordando com os trabalhos de Sánchez-Menguiano et al. (2016) e Sánchez-Menguiano et al. (2018), que identificaram que essa quebra no gradiente tende a ocorrer nas galáxias mais massivas.

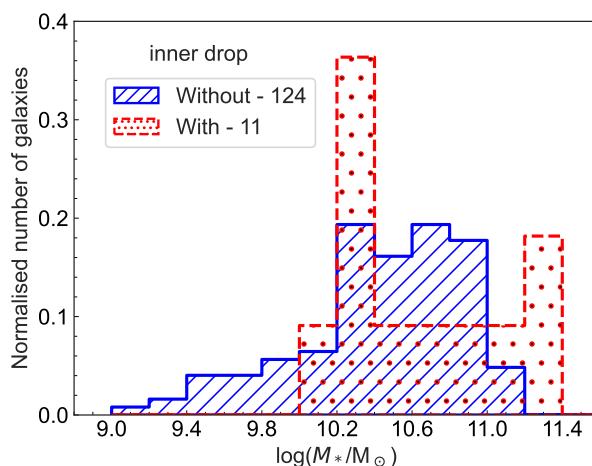


Figura 3.4: Distribuição do número de galáxias que apresentam quebra interna em comparação com as galáxias sem quebra interna.

A posição que ocorre a quebra interna é bastante variada nas galáxias, sendo que o valor médio é $(0.8 \pm 0.4) r/r_e$, conforme figura 3.5, onde a dispersão é maior também pelo fato do número de galáxias ser pequeno. Nos trabalhos de Sánchez-Menguiano et al. (2016) e Sánchez-Menguiano et al. (2018) a posição em que a quebra interna ocorre é em $0.5 r/r_e$. Neste trabalho, há um espalhamento maior da posição em que a quebra ocorre e o fato do método do ajuste que adotamos ser diferente dos outros trabalhos da literatura pode ser a explicação para o valor da posição que ocorre a quebra interna diferir dos trabalhos anteriores. No entanto, considerando o erro da medida que obtivemos, esses valores são compatíveis com a literatura.

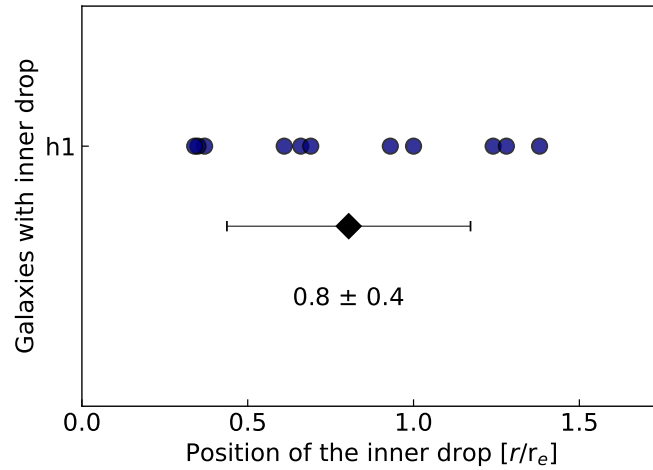


Figura 3.5: Os pontos azuis correspondem às posições que ocorrem a quebra interna nas galáxias. O losango preto representa o valor médio dessas posições.

Assim como em outros trabalhos da literatura, não identificamos uma relação com a ocorrência da quebra interna e a presença da barra pois, como é mostrado na figura 3.6, a presença da quebra interna ocorre em galáxias barradas, não barradas e com barras intermediárias. Além disso, a posição em que a quebra ocorre, ou seja, mais para o centro da galáxia ou mais para fora, também não possui relação direta com presença ou não da barra.

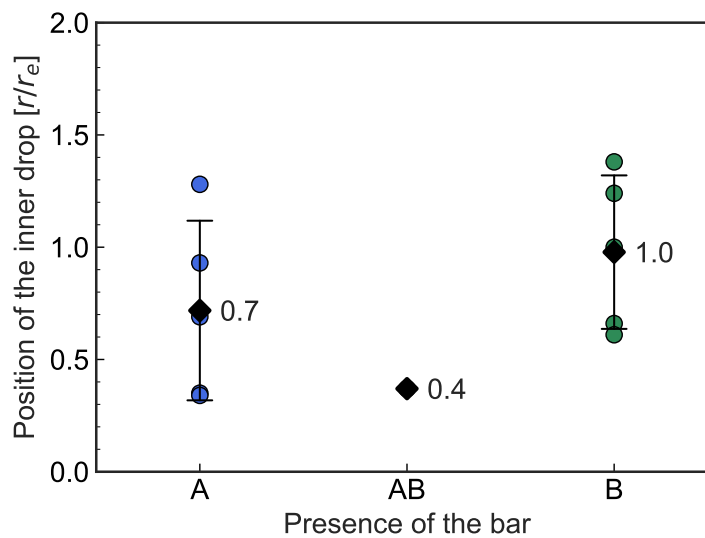


Figura 3.6: Relação da posição em que ocorre a quebra interna com a presença ou não da barra. Os índices “A”, “AB” e “B” correspondem, respectivamente, à galáxias não barradas, que podem ou não possuir barras e barradas, segundo a classificação de Hubble. Os losangos pretos correspondem aos valores médios das posições das quebras internas.

Neste trabalho, tentamos estabelecer diversas relações entre os parâmetros físicos da galáxia e do bojo com os parâmetros dos ajustes. Para estabelecer essas relações, nós utilizamos o coeficiente de Pearson¹ (Mukaka, 2012), a fim de compreender o quão forte são essas relações, onde assumimos que existem essas relações quando o coeficiente de Pearson indica, no mínimo, uma correlação moderada.

Analizamos uma possível relação entre a posição em que ocorre a quebra interna com a massa estelar e o raio efetivo da galáxia. Como mostrado na figura 3.7, não é verificado nenhum padrão que pudesse explicar a quebra interna relacionado à massa estelar. No entanto, verificamos uma correlação moderada entre e o raio efetivo da galáxia e a posição que ocorre a quebra interna, ou seja, posições da quebra interna mais próximas do centro da galáxia tendem a ocorrer em galáxias com raios efetivos maiores.

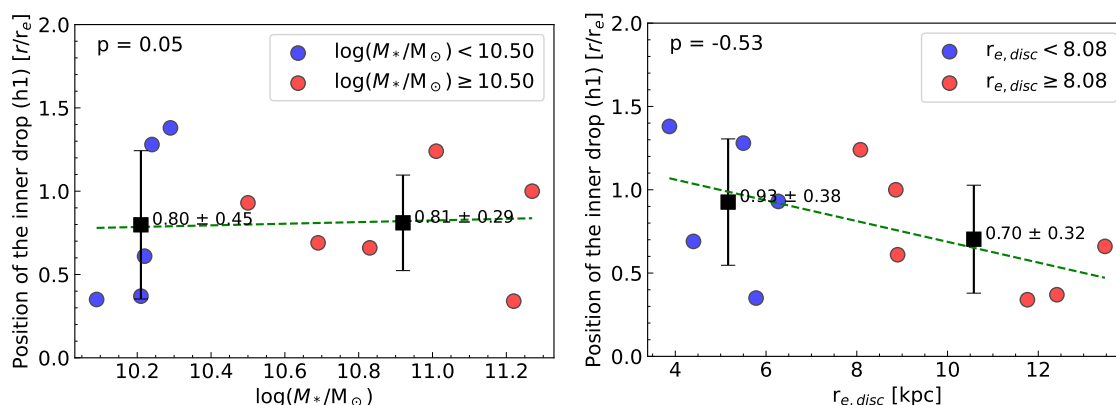


Figura 3.7: O painel à esquerda é referente a relação entre a massa estelar das galáxias com a posição da quebra interna. O painel à direita é referente a relação entre o raio efetivo da galáxia com a posição que ocorre a quebra interna. Os dados são separados por cor em diferentes intervalos de massa da galáxia e raio efetivo da galáxia, conforme indicado na legenda dos gráficos. Os quadrados pretos correspondem aos valores médios das posições das quebras internas em cada *bin*.

Outra relação que tentamos analisar é com os coeficientes do ajuste, referentes ao gradiente radial interno, e os parâmetros físicos da galáxia, como a massa estelar e o raio efetivo. Para essa análise, excluimos a galáxia NGC5533, pois o coeficiente linear b e o coeficiente angular $a1$ possuem um valor muito diferente das demais galáxias. Como mostrado na figura 3.8, também não identificamos nenhuma relação entre os coeficientes b e $a1$ com a massa e o raio efetivo da galáxia, pois os coeficientes de Pearson mostram correlações desprezíveis entre esses parâmetros.

¹ O coeficiente de Pearson será identificado com a letra p nos gráficos.

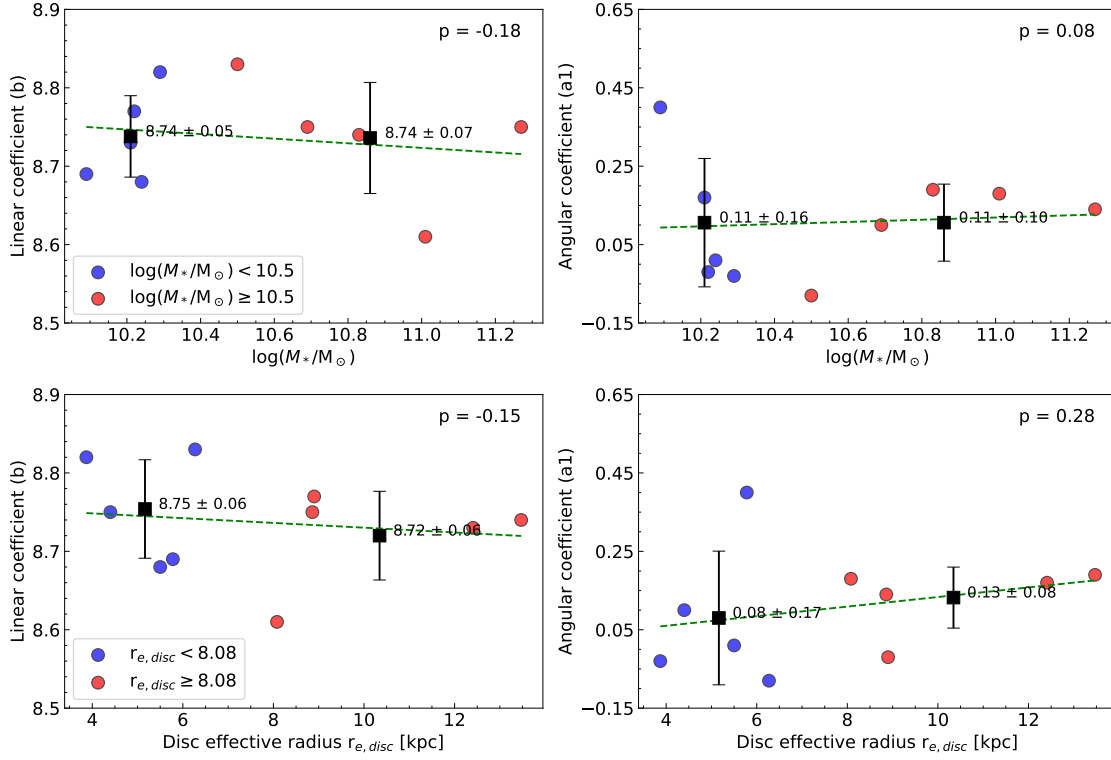


Figura 3.8: Relação de parâmetros físicos da galáxia com os coeficientes do ajuste do gradiente radial interno. Os painéis da primeira e segunda linha correspondem à massa e o raio efetivo da galáxia, respectivamente. Os painéis nas colunas esquerda e direita correspondem aos coeficientes do ajuste b e $a1$, identificados na figura 2.8. Os dados são separados por cor em diferentes intervalos de massa da galáxia e raio efetivo da galáxia, conforme indicado na legenda dos gráficos. Os quadrados pretos correspondem aos valores médios dos coeficientes dos ajustes em cada bin .

Fizemos uma análise do gradiente negativo principal das galáxias que apresentaram uma quebra interna para verificarmos a inclinação comum dos gradientes radiais de abundância (Sánchez et al., 2012; Sánchez et al., 2014; Sánchez-Menguiano et al., 2016, 2018). Como existe uma dependência da massa estelar das galáxias com a abundância de oxigênio, de acordo com a relação massa-metalicidade de Tremonti et al. (2004), primeiramente utilizamos a expressão analítica derivada por Sánchez et al. (2013) para realizar um escalonamento nas abundâncias de oxigênio de cada galáxia da nossa amostra a fim de garantir uma melhor visualização do gradiente comum das galáxias. Essa expressão analítica para a relação massa-metalicidade foi derivada utilizando 150 galáxias do *survey* CALIFA dada por:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.74 + 0.018(M_* - 3.5)\exp[-(M_* - 3.5)]. \quad (3.1)$$

A figura 3.9 mostra o escalonamento dos gradientes de abundância de oxigênio dividido em *bins* de massa estelar para as galáxias que apresentam uma quebra interna e para todas as 135 galáxias da amostra. Podemos verificar que o gradiente negativo principal é comum para todas as galáxias, como já havia sido relatado nos trabalhos de Sánchez-Menguiano et al. (2016) e Sánchez-Menguiano et al. (2018), que encontraram um gradiente comum entre $0.5 < r/r_e < 2.0$ e $0.5 < r/r_e < 1.5$, respectivamente. No entanto, ao analisar o gradiente comum das galáxias que apresentam uma quebra interna, mostrado no painel esquerdo da figura 3.9, o gradiente comum não fica claro. O fato de não identificarmos esse gradiente comum pode estar relacionado com o número de galáxias utilizada para fazer essa análise, ou seja, por termos apenas 11 galáxias, a dispersão é maior, dificultando a visualização do resultado.

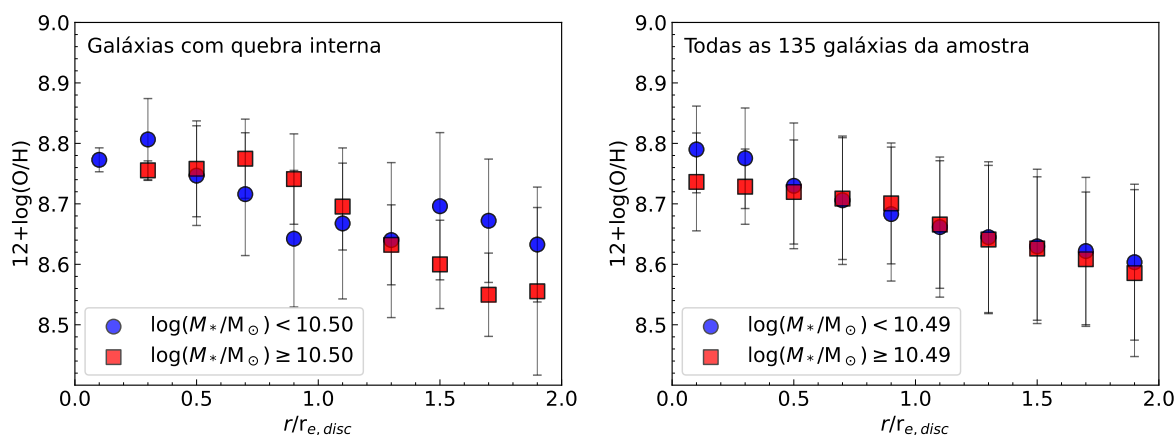


Figura 3.9: À esquerda, a abundância média de oxigênio em galáxias que possuem a quebra interna. À direita, a abundância média de oxigênio em galáxias de toda a amostra. Em ambos os painéis, as massas são divididas em diferentes intervalos separadas por cor.

É importante ressaltar que o número de galáxias que apresentaram a quebra interna é pequeno. Portanto, realizar uma análise estatística com esse número limitado de galáxias pode induzir a erros nas análises. Para contornar esse problema é necessário aumentar o número da amostra a fim de obter o maior número possível de galáxias apresentando uma quebra interna no gradiente para garantir uma maior acurácia nas análises estatísticas a serem feitas.

3.2.2 Parâmetros do bojo

Para tentar estabelecer um melhor entendimento acerca das quebras internas que podem ocorrer em gradientes de abundâncias de oxigênio em galáxias espirais, realizamos uma análise usando alguns parâmetros do bojo, como a massa e o raio efetivo. Conforme discutido em Cavichia et al. (2011) e Cavichia et al. (2023), é esperado que o bojo possua uma escala de tempo de colapso para a formação diferente do disco e isso poderia implicar em uma distribuição diferente na região de conexão do bojo-disco e, conseqüentemente, alterar o perfil do gradiente de abundância de oxigênio.

Para determinar os parâmetros do bojo nós utilizamos o catálogo de decomposição fotométrica bidimensional multi-componentes da galáxia realizado por Méndez-Abreu et al. (2017). Esse catálogo compreende um total de 404 galáxias do *survey* CALIFA e fornece informações do bojo, do disco, da fonte central e da barra das galáxias, como por exemplo, o raio efetivo e o brilho superficial do bojo.

O raio efetivo do bojo nas bandas g, r e i é fornecido no catálogo de Méndez-Abreu et al. (2017). Para nossa análise, utilizamos os dados da banda g, que coincide com o intervalo de comprimento de onda observado pelo CALIFA. Com as distâncias das galáxias em Mpc disponíveis na tabela A, obtemos facilmente os raios efetivos dos bojos em dimensões físicas, multiplicando o raio efetivo do bojo, em radiano, pela distância em Mpc. Contudo, para determinar a massa do bojo nós utilizamos a expressão para massa do bojo no trabalho de Beifiori et al. (2012), dada por:

$$M_{bojo} = \frac{\alpha r_{e,bojo} \sigma_{e,bojo}^2}{G}, \quad (3.2)$$

sendo G a constante gravitacional, $\sigma_{e,bojo}$ a dispersão de velocidade dentro do $r_{e,bojo}$ e α é um parâmetro relacionado com o índice de Sérsic².

A dispersão de velocidade no raio efetivo do bojo $\sigma_{e,bojo}$, de acordo Sani et al. (2011), pode ser obtida por meio da expressão:

$$\log(r_{e,bojo}) = 1.55 \log(\sigma_{e,bojo}) - 0.89 \log(\langle I_{e,bojo} \rangle) - 9.89, \quad (3.3)$$

² O índice de Sérsic é um parâmetro relacionado com uma lei que descreve a distribuição de brilho superficial, proposta por José Luis Sérsic (1933-1993) em 1968 (Filho e Saraiva, 2014).

onde $\langle I_{e,bojo} \rangle$ é o brilho superficial no raio efetivo do bojo em unidades de luminosidade solar (L_{\odot}). Sendo assim, é necessária primeiramente a determinação de $\langle I_{e,bojo} \rangle$. De acordo com Lima Neto (2020), o $\langle I_{e,bojo} \rangle$ pode ser expresso a partir do brilho superficial do bojo em termos de magnitude ($\mu_{e,bojo}$) pela expressão:

$$\mu_e[\text{mag/arcsec}^2] = 21.572 + M_g - 2.5\log(\langle I_e \rangle [L_{\odot}/\text{pc}^2]), \quad (3.4)$$

onde M_g é a magnitude absoluta do Sol na banda g e seu valor é 5.07 segundo Lima Neto (2020). Sendo assim, como $\mu_{e,bojo}$ em termos da magnitude é fornecido no catálogo de Méndez-Abreu et al. (2017), nós determinamos $\sigma_{e,bojo}$ para cada bojo em cada galáxia.

O parâmetro α , conforme mencionado anteriormente, está relacionado com o índice de Sérsic e dependerá da estrutura da galáxia. Com base em parâmetros de escala da energia cinética e da energia gravitacional, em função do índice de Sérsic, Prugniel e Simien (1997) derivaram uma relação entre o parâmetro α e o índice de Sérsic, levando em consideração a estrutura da galáxia, conforme a tabela 3.1. Como os valores do índice de Sérsic de cada galáxia disponível por Méndez-Abreu et al. (2017) são não inteiros, utilizamos a tabela 3.1, realizando interpolação e extrapolação, para estimar o valor de α com base no índice de Sérsic.

Tabela 3.1 - Índice de Sérsic e o fator de escala da estrutura da galáxia

n	α
1	7.911
2	7.408
3	5.827
4	4.591
5	3.710
6	3.067
7	2.582
8	2.203
9	1.900
10	1.651

Por fim, com os valores de α determinados, juntamente com o $r_{e,bojo}$ e $\sigma_{e,bojo}$ obtidas anteriormente, determinamos as massas dos bojos de cada galáxia da nossa amostra mostrados no apêndice A. Ressaltamos que alguns parâmetros do bojo de algumas galáxias não estão disponíveis no catálogo de Méndez-Abreu et al. (2017), fazendo com que não seja possível estimar a massa do bojo dessas galáxias. Por esse motivo, o número de galáxias que conseguimos estimar a massa do bojo é de 116 galáxias, ou seja, nossa amostra foi novamente reduzida, embora tenha sido possível determinar as massas dos bojos das 11 galáxias da nossa amostra que apresentaram uma quebra interna.

Para garantir uma melhor acurácia na determinação das massas dos bojos nós optamos, também, por determinar a luminosidade dos bojos, pois de acordo com Huchra (2003), a razão massa-luminosidade³ (M/L) para todas as galáxias é aproximadamente 1. Considerando o bojo como uma pequena galáxia elíptica, de acordo com Schneider (2006), ao utilizar o perfil de de Vaucouleurs, a luminosidade do bojo, segundo Caon et al. (1993), será obtida por:

$$L_{bojo} = K_n I_{e,bojo} r_{e,bojo}, \quad (3.5)$$

sendo $r_{e,bojo}$ o raio efetivo do bojo, $I_{e,bojo}$ o brilho superficial do bojo em unidades de L_{\odot} e K_n um parâmetro que depende do índice de Sérsic:

$$\log(K_n) = 0.030[\log(n)]^2 + 0.441 \log(n) + 1.079, \quad (3.6)$$

onde n é o índice de Sérsic. Portanto, a figura 3.10 mostra a relação M/L para as massas e as luminosidades calculadas para os bojos nas galáxias da nossa amostra.

³ É importante ressaltar que a razão massa-luminosidade ser aproximadamente 1 para todas as galáxias é que essa relação é obtida considerando a massa estelar derivada a partir de modelos de populações estelares, sendo que a luz da galáxia é dominada por estrelas gigantes antigas, com luminosidades de várias centenas de sóis e massas menores que a do Sol, ou por estrelas jovens e quentes na sequência principal, com razões massa-luminosidade ainda menores. Contudo, através de estudos dinâmicos em galáxias, foram identificadas razões massa-luminosidade ainda maiores, contribuindo para a origem a chamada matéria escura. Através desses estudos dinâmicos, sendo a curva de rotação para galáxias espirais e a dispersão de velocidades para galáxias elípticas, são encontradas razões massa-luminosidade da ordem de 12 e 20, respectivamente (Huchra, 2003).

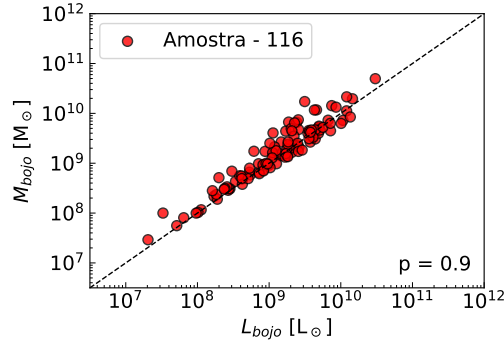


Figura 3.10: Relação massa-luminosidade do bojo da nossa amostra. A linha tracejada mostra a relação 1:1. O coeficiente p no canto inferior direito é o coeficiente de Pearson (Mukaka, 2012) cujo valor indica uma forte relação entre a massa e a luminosidade do bojo.

Tentamos estabelecer relações entre a posição que ocorre a quebra interna com propriedades físicas do bojo, mostrados na figura 3.11, onde identificamos que as galáxias com o maior raio efetivo do bojo tendem a apresentar uma quebra interna mais próxima do centro da galáxia, similar ao caso do raio efetivo da galáxia.

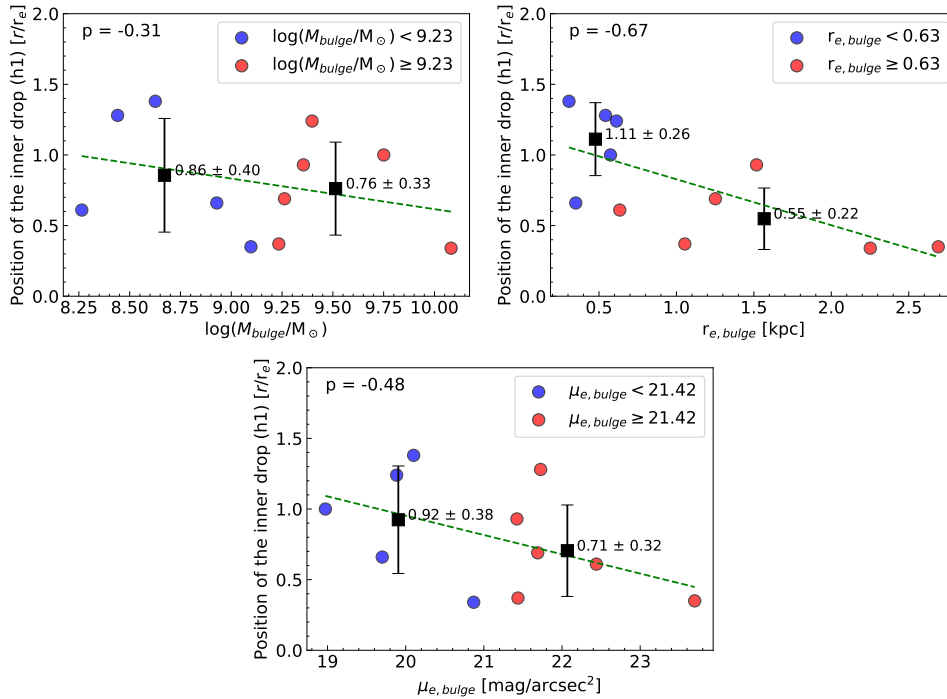


Figura 3.11: Relação da posição que ocorre a quebra interna com a massa, o raio efetivo e o brilho superficial do bojo mostrados nos painéis superior esquerdo, superior direito e inferior, respectivamente. Os dados são separados por cor em diferentes intervalos de massa do bojo, raio efetivo do bojo e brilho superficial do bojo, conforme indicado na legenda dos gráficos. Os quadrados pretos correspondem aos valores médios das posições das quebras internas em cada *bin*.

A figura 3.12 mostra a análise entre coeficientes do ajuste, referente ao gradiente radial interno, e os parâmetros físicos do bojo, tais como a massa, o raio efetivo e o brilho superficial do bojo. Novamente, para a análise dos coeficientes do ajuste, excluímos da nossa análise a galáxia NGC5533, por apresentar valores dos coeficientes muito diferentes das demais galáxias.

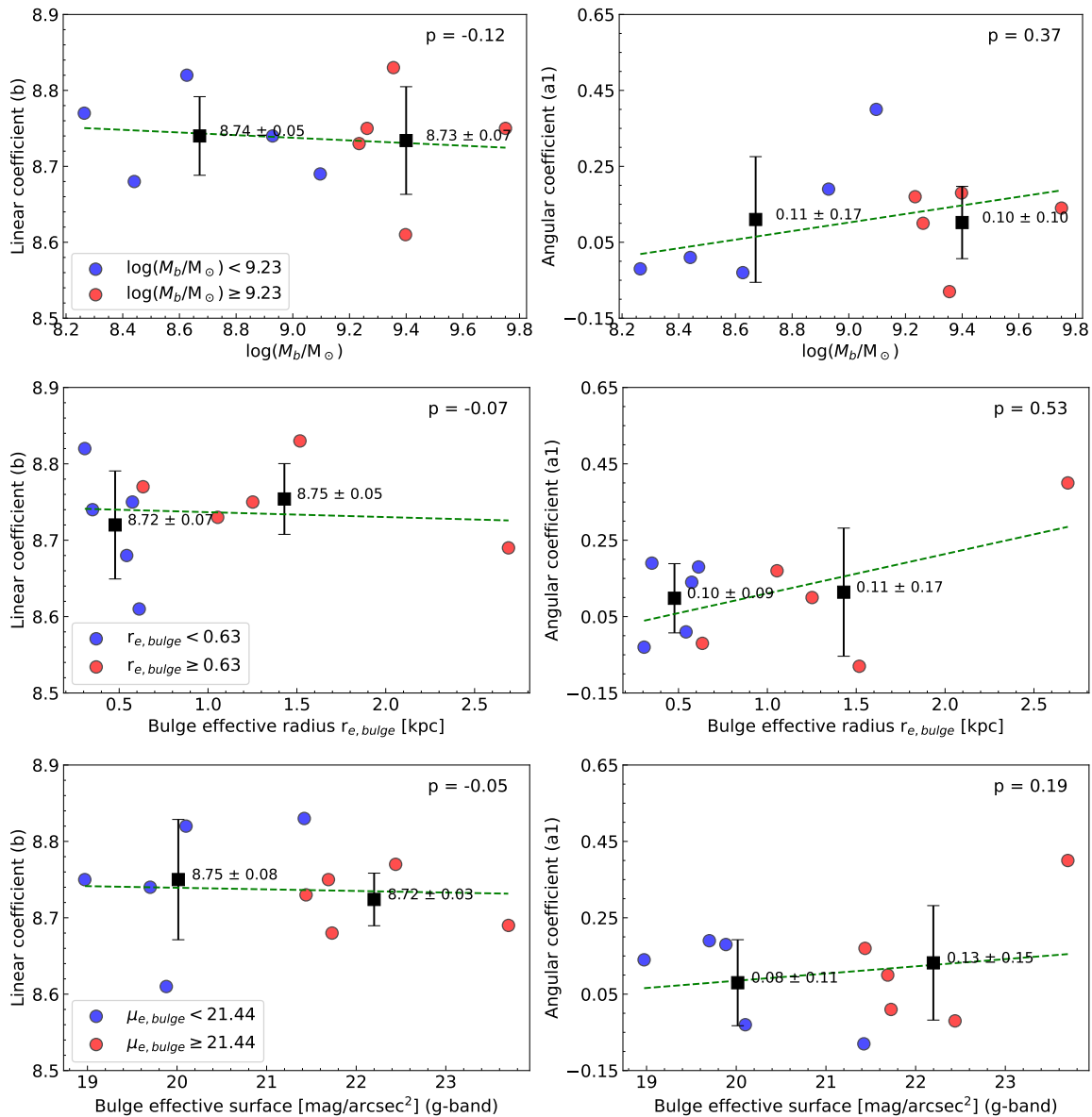


Figura 3.12: Relação de parâmetros físicos do bojo com os coeficientes do ajuste do gradiente radial interno. Os painéis da primeira, segunda e terceira linha correspondem à massa, o raio efetivo e brilho superficial do bojo, respectivamente. Os painéis nas colunas esquerda e direita correspondem aos coeficientes do ajuste b e $a1$, identificados na figura 2.8. Os dados são separados por cor em diferentes intervalos de massa do bojo, raio efetivo do bojo e brilho superficial do bojo, conforme indicado na legenda dos gráficos. Os quadrados pretos correspondem aos valores médios dos coeficientes dos ajustes em cada *bin*.

Da figura 3.12 é possível verificar que apenas o raio efetivo do bojo com o coeficiente angular $a1$ possuem uma relação moderada, sendo que quanto menor o raio efetivo do bojo, mais plano tende a ser o gradiente interno. Portanto, podemos esperar que galáxias com raio efetivo do bojo menores tendem a apresentar quebra interna mais distante do centro da galáxia com um gradiente mais plano.

Por fim, não identificamos nenhuma relação entre algum parâmetro físico do bojo que pudesse explicar a quebra interna no gradiente de abundância. É importante ressaltar que o número de galáxias que apresentam a quebra interna é pequeno, dificultando uma análise estatística, sendo necessário aumentar a amostra para identificar mais galáxias com esse tipo de quebra no gradiente e assim obter um resultado estatístico mais confiável.

3.3 Análise comparativa do método de seleção de regiões H II

Na seção 2.4 apresentamos diversos critérios propostos por diferentes autores para seleção de regiões H II. Neste trabalho, nós adotamos o critério proposto por Sánchez et al. (2014), que utilizam a fração de luminosidade de estrelas jovens para selecionar essas regiões. Este critério de seleção de regiões H II já foi utilizado, de maneira indireta, em outros trabalhos, como em Sánchez-Menguiano et al. (2018) e Sánchez-Menguiano et al. (2020). Nestes outros trabalhos, além da curva de demarcação proposta por Kewley et al. (2001), também utilizam um corte em largura equivalente $EW\text{H}\alpha < 6 \text{ \AA}$. Segundo Sánchez et al. (2014), com base na fração de luminosidade de estrelas jovens para seleção de regiões H II, existe uma correlação forte de 0.95 entre essa fração de luminosidade de estrelas jovens e $EW\text{H}\alpha < 6 \text{ \AA}$, ou seja, adotar um corte em largura equivalente $EW\text{H}\alpha < 6 \text{ \AA}$ garante que as regiões sejam ionizadas principalmente por estrelas com fração de luminosidade superior a 20%.

No entanto, conforme discutido em Pilyugin et al. (2018), aplicar a curva de demarcação proposta por Kauffmann et al. (2003) elimina, significativamente, regiões ionizadas contaminadas por DIG. Sendo assim, adotamos este novo critério para selecionar as regiões H II e fazer uma comparação com o método adotado neste trabalho. Silimilmente ao que foi realizado nas seções anteriores, selecionamos apenas galáxias com um número mínimo de 10 regiões H II, fazendo com que nossa nova amostra fosse reduzida para 149 galáxias ao adotar a curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003). Essa nova amostra possui

10728 regiões H II e a figura 3.13 mostra essas regiões no diagrama BPT e no diagrama WHAN, sendo que 27 regiões são classificadas com RGs, 168 como wAGN e 1286 como sAGN. Novamente, vemos diferenças nas classificações das regiões ionizadas pois para cada gráfico são utilizados diferentes critérios de identificação das regiões ionizadas.

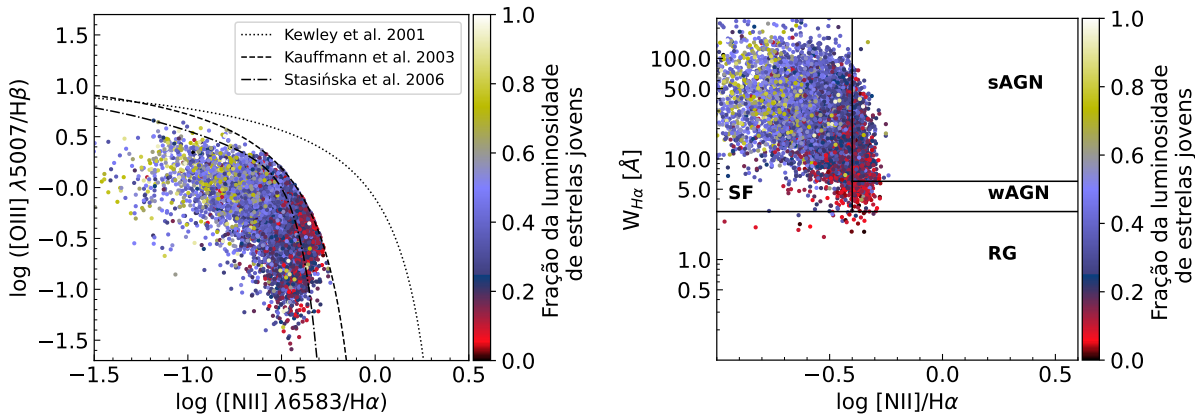


Figura 3.13: À esquerda, o diagrama BPT para as regiões H II segundo o curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003), onde a curva pontilhada corresponde à curva de demarcação de Kewley et al. (2001); a tracejada à de Kauffmann et al. (2003); e a traço-ponto à de Stasińska et al. (2006). À direita, o diagrama WHAN de Cid Fernandes et al. (2011) das regiões ionizadas. O diagrama de cor corresponde a fração de luminosidade de estrelas jovens (Sánchez et al., 2014).

Realizamos o ajuste dos gradientes de abundância de oxigênio para essa amostra e 19 galáxias apresentaram uma quebra interna no gradiente de abundância de oxigênio, correspondendo à 12.75% de galáxias com quebra interna; 31 galáxias apresentaram um achatamento externo, correspondendo à 20.81%, sendo que apenas uma galáxia apresentou quebra interna e achatamento externo no perfil do gradiente de abundância de oxigênio. O resultado obtido indica um número maior de galáxias apresentando quebra interna quando comparado com o método adotado neste trabalho, onde obtivemos, anteriormente, 8.15% de galáxias apresentando uma quebra interna. Portanto, para efeito de comparação, plotamos os gráficos do gradiente de abundância de oxigênio de onze galáxias que apresentaram quebra interna, segundo o critério da curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003), com as mesmas galáxias que não apresentaram quebra interna no critério de Sánchez et al. (2014), que foi adotado neste trabalho, a fim de analisar diferenças nas regiões H II selecionadas em diferentes critérios. A figura 3.14 mostra os diferentes perfis dos gradientes para a mesma galáxia.

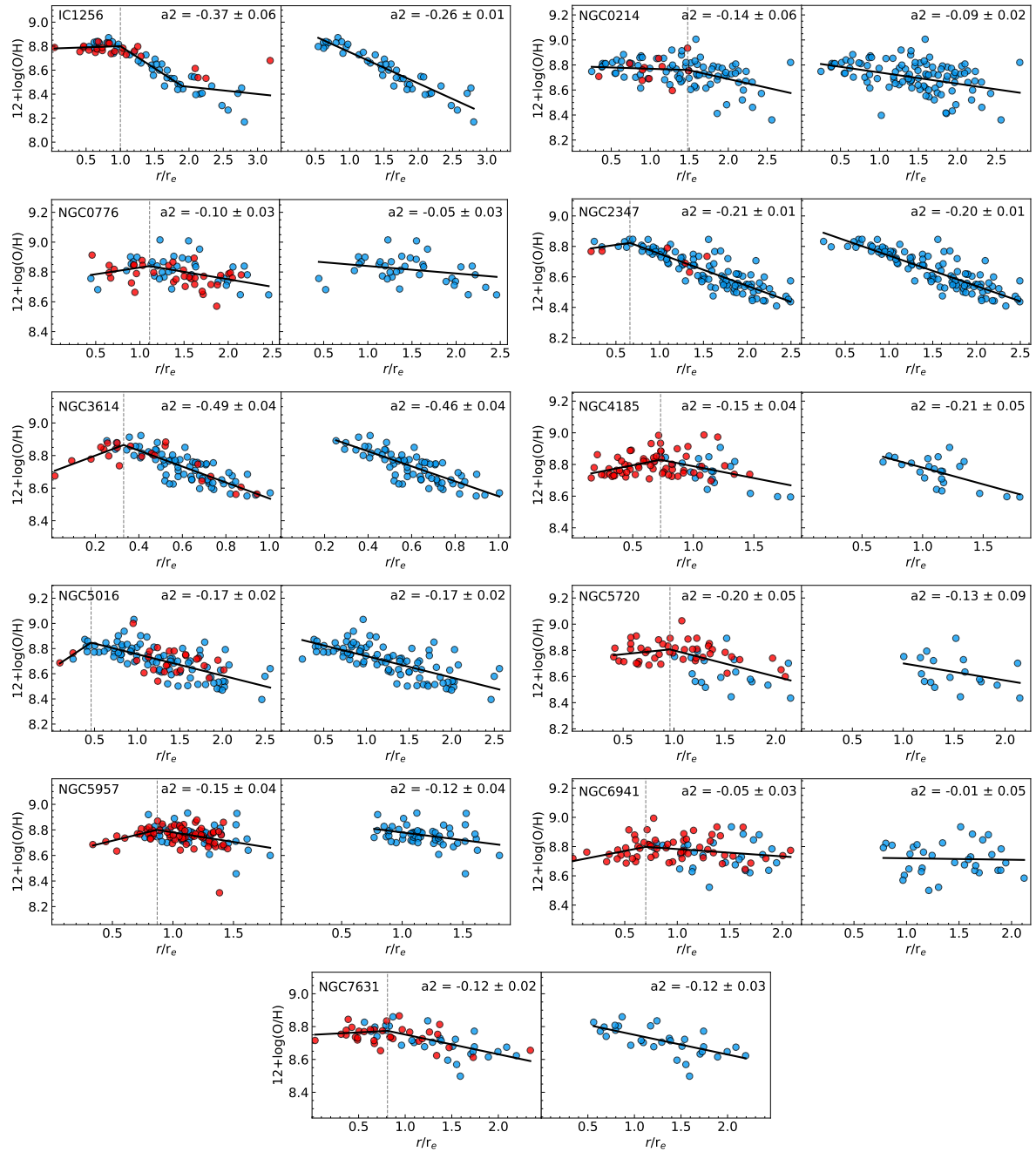


Figura 3.14: Comparação do gradiente de abundância de oxigênio de galáxias com regiões H II selecionadas por diferentes métodos. Em ambas as colunas, os painéis esquerdos correspondem à galáxias que apresentaram quebra interna com o método da curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003). As cores vermelhas e azuis correspondem à regiões com fração de luminosidade de estrelas jovens menor que 0.2 e maior que 0.2, respectivamente; a linha tracejada corresponde a posição que ocorre a quebra interna e a linha sólida corresponde ao ajuste. Os painéis direitos correspondem às mesmas galáxias sem quebra interna ajustadas a partir do método de seleção de regiões H II utilizando o critério de Sánchez et al. (2014), sendo a linha sólida correspondente ao ajuste. A inclinação do gradiente negativo principal é apresentado em todos os painéis identificado como a_2 .

Da figura 3.14, podemos notar que o gradiente negativo principal possui inclinação semelhante em ambos os ajustes. No entanto, fica nítido que ao adotar o critério de seleção de regiões H II de Sánchez et al. (2014), onde ao selecionar as regiões H II com fração de luminosidade de estrelas jovens maior que 0.2 elimina, principalmente, as regiões H II localizadas nas regiões mais centrais da galáxia. Analisando a figura 3.14 vemos que as regiões H II que possuem uma fração de luminosidade de estrelas jovens menor que 0.2 são responsáveis para que as galáxias apresentem uma quebra interna, no caso do critério adotado pela curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003).

Com este resultado concluímos que o critério de seleção de regiões H II influencia no número de galáxias que possam apresentar uma quebra interna. Sendo assim, realizamos um ajuste do gradiente de abundância de oxigênio na nossa amostra considerando os diferentes critérios de seleção de regiões H II. Para essa análise, utilizamos apenas o calibrador PP04 e o índice O3N2 para obter as abundâncias de oxigênio e os ajustes foram realizados conforme descrito anteriormente neste trabalho. A tabela 3.2 mostra o resultado obtido dessa análise estatística, indicando a frequência com que a quebra interna no gradiente radial de abundância de oxigênio ocorre em uma determinada galáxia, dependendo do critério de seleção de regiões H II adotado. As colunas “Galáxias” e “%” correspondem ao nome da galáxia e a frequência que determinada galáxia apresenta uma quebra interna de acordo com os diferentes critérios, respectivamente. As demais colunas serão identificadas de acordo com o critério de seleção de regiões H II discutidos na seção 2.4, conforme relação abaixo, onde “1” indica a presença de quebra interna e “0” indica que naquele critério não ocorre quebra interna.

Identificação das colunas da tabela 3.2.

- (a) Sánchez et al. (2014);
- (b) Cid Fernandes et al. (2011);
- (c) Kauffmann et al. (2003);
- (d) Kewley et al. (2001);
- (e) Kewley et al. (2001) com $\text{EWH}\alpha > 6 \text{ \AA}$;
- (f) Stasińska et al. (2006).

Tabela 3.2 - Ocorrência da quebra interna para diferentes critérios de seleção de regiões H II.

Galáxias	(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	%
NGC5406	1	1	1	1	1	1	100.0
NGC0309	1	1	1	1	1	1	100.0
NGC7691	1	1	1	1	1	1	100.0
NGC7653	1	1	1	1	1	1	100.0
NGC4047	1	1	1	1	1	1	100.0
NGC4210	1	1	1	1	1	1	100.0
NGC5016	0	1	1	1	1	1	83.3
NGC3614	0	1	1	1	1	1	83.3
NGC5378	0	0	1	1	1	1	66.7
IC1256	0	1	1	1	1	0	66.7
NGC5720	0	0	1	1	0	1	50.0
NGC5533	1	0	1	0	0	1	50.0
NGC0776	0	0	1	1	1	0	50.0
NGC6004	0	1	0	1	1	0	50.0
NGC2347	0	0	1	1	1	0	50.0
NGC0214	0	0	1	0	0	1	33.3
NGC0257	0	1	0	0	0	1	33.3
NGC5056	0	0	0	1	1	0	33.3
NGC7782	0	1	0	1	0	0	33.3
NGC4185	0	1	1	0	0	0	33.3
NGC6941	0	0	1	0	0	1	33.3
NGC7631	0	0	1	1	0	0	33.3
NGC2805	1	0	0	0	0	0	16.7
MCG-01-10-019	1	0	0	0	0	0	16.7
NGC0036	0	0	0	1	0	0	16.7
NGC1667	0	0	0	0	0	1	16.7
NGC3811	0	0	0	1	0	0	16.7
NGC2916	0	0	0	1	0	0	16.7

Continua na próxima página

Tabela 3.2 – *Continuação*

Galáxias	(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	%
NGC3687	0	0	0	1	0	0	16.7
NGC5622	1	0	0	0	0	0	16.7
NGC4644	0	1	0	0	0	0	16.7
NGC7819	0	1	0	0	0	0	16.7
NGC5157	0	0	0	1	0	0	16.7
NGC5267	1	0	0	0	0	0	16.7
NGC5957	0	0	1	0	0	0	16.7
NGC5735	0	0	0	1	0	0	16.7
UGC04195	0	0	0	1	0	0	16.7
total	11	15	19	24	14	15	0.0
%	8.1	10.5	12.8	15.6	9.5	10.9	–

Fim da tabela

A tabela 3.2 mostra que 37 galáxias apresentaram uma quebra interna em pelo menos um dos seis critérios de seleção de regiões H II. A última linha da tabela mostra a porcentagem de galáxias que apresentaram uma quebra interna em relação a amostra. Podemos notar que apenas 6 galáxias apresentaram uma quebra interna em todos os critérios de seleção de regiões H II, sugerindo que essas galáxias possuem uma maior confiabilidade na ocorrência de quebra interna. Em contrapartida, as galáxias localizadas na parte inferior da tabela são galáxias que apresentaram quebra interna em apenas um ou dois critérios de seleção de regiões H II. Nesse caso, podemos entender que isso ocorre devido a uma contaminação de DIG e até mesmo de AGN nos dados, ou seja, quando um critério de seleção de região H II não é capaz de eliminar o DIG e o AGN, essa contaminação influencia no ajuste, fornecendo um resultado duvidoso a respeito da distribuição radial da abundância de oxigênio. Para uma melhor visualização do número de galáxias que apresentam quebra interna em ambos os critérios, elaboramos o gráfico mostrado na figura 3.15 elucidando a intersecção de galáxias com quebra interna em ambos os critérios, ou seja, a figura 3.15 mostra na intersecção o número de galáxias que apresentaram uma quebra interna nos dois diferentes critérios analisados em cada painel.

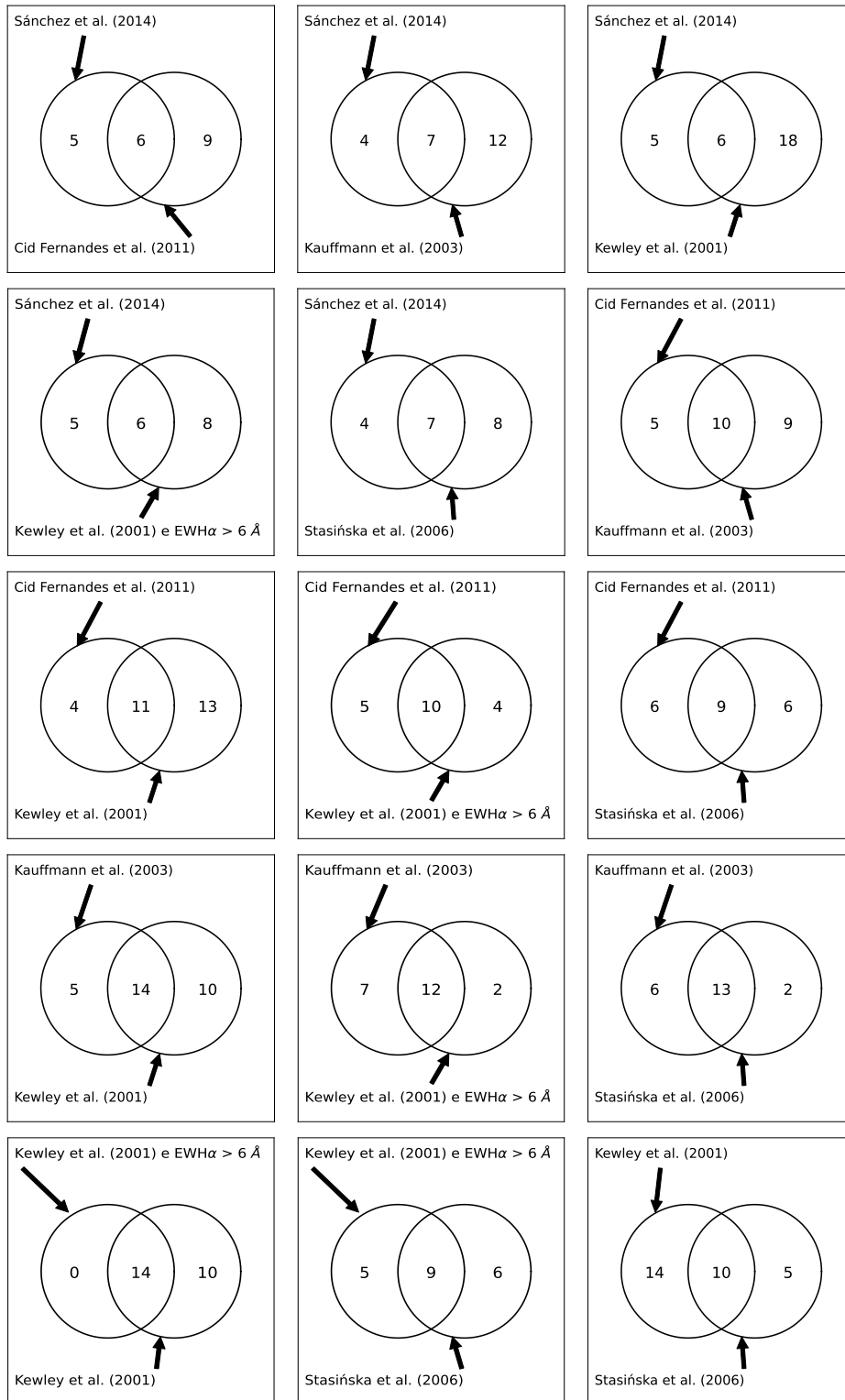


Figura 3.15: Gráficos mostrando a intersecção das galáxias que apresentam quebra interna entre os diferentes métodos de seleção de regiões H II. No centro da intersecção de cada painel está o número de galáxias que apresentam quebra interna em ambos os critérios, conforme tabela 3.2.

Analisando a figura 3.15 e a tabela 3.2 vemos que, apesar de estatisticamente a porcentagem de galáxias apresentando a quebra interna serem próximas em todos os critérios, essas galáxias são diferentes. Logo, dependendo do método utilizado, o número de galáxias que apresentam quebra interna em ambos os critérios podem ser maior ou menor, porém nunca as mesmas galáxias para diferentes métodos. Essa análise enfatiza o fato de que adotar diferentes métodos de seleção de regiões H II podem excluir mais ou menos regiões H II da amostra final, influenciando diretamente no gradiente de abundância de oxigênio. Isso é evidenciado, por exemplo, na figura 3.13, onde o diagrama WHAN elimina regiões ionizadas que são consideradas sAGN, wAGN e RG, mas que são consideradas regiões H II se adotarmos apenas a curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003) no diagrama BPT. Além disso, é possível verificar que em ambos os diagramas existem regiões que seriam eliminadas pelo critério de Sánchez et al. (2014). Por outro lado, conforme discutido anteriormente, adotar o critério de Sánchez et al. (2014), relacionado com a fração de luminosidade de estrelas jovens, e adotar o critério de corte em $EW_{H\alpha} > 6 \text{ \AA}$ para regiões abaixo da curva de Kewley et al. (2001), esses deveriam ajustar gradientes de abundância de oxigênio com quebra interna nas mesmas galáxias, uma vez que esses métodos são similares. Contudo, como pode ser verificado na figura 3.15, apenas seis galáxias apresentam quebra interna em ambos os critérios, fazendo com que o número de galáxias que apresentam quebra interna, considerando esses dois critérios, seja de um total de 20 galáxias. Um caso similar é comparando as galáxias segundo os critérios de Cid Fernandes et al. (2011) e Stasińska et al. (2006). Apesar de ambos os critérios apresentarem 15 galáxias com quebra interna, apenas nove galáxias são iguais em ambos os critérios, fazendo com que o número de galáxias que apresentem quebra interna seja de 21 galáxias.

O resultado obtido nesta seção ressalta como o método de seleção de regiões H II pode influenciar no resultado e na análise do gradiente de abundância de oxigênio de galáxias espirais, principalmente quando é analisado a quebra interna desses gradientes. Em conjunto com a discussão realizada na seção anterior, é necessário considerar um método que seja capaz de selecionar de maneira mais eficaz as regiões de formação estelar e ao mesmo tempo excluir as regiões ionizadas devido ao DIG e ao AGN. Contudo, como não é possível separar de forma clara as regiões de formação estelar de outras fontes de ionização, é necessário tomar um certo cuidado ao analisar esses dados quando estudamos as regiões H II na determinação da abundância de oxigênio.

3.4 Análise do DIG

Nesta seção, realizamos uma análise das regiões ionizadas nas galáxias da nossa amostra. Conforme discutido na seção 2.4, Lacerda et al. (2018) classificaram as regiões ionizadas nas galáxias do *survey* CALIFA em três grupos principais: hDIG, mDIG e SFc, com base na largura equivalente de $H\alpha$. Lacerda et al. (2018) mostraram que o hDIG tende a estar localizado nas regiões mais centrais das galáxias e, principalmente, nas galáxias do tipo precoce Sa, enquanto a SFc tendem a se localizar nas regiões mais externas e estando presentes principalmente nas galáxias do tipo tardio Sc. A figura 3.16 mostra a proporção de regiões ionizadas classificadas como hDIG, mDIG e SFc considerando as 154 galáxias da nossa amostra em função da distribuição radial dessas regiões as longo do disco das galáxias, sendo que das 11324 regiões ionizadas, 301 são classificadas como hDIG, 3195 como mDIG e 7828 como SFc.

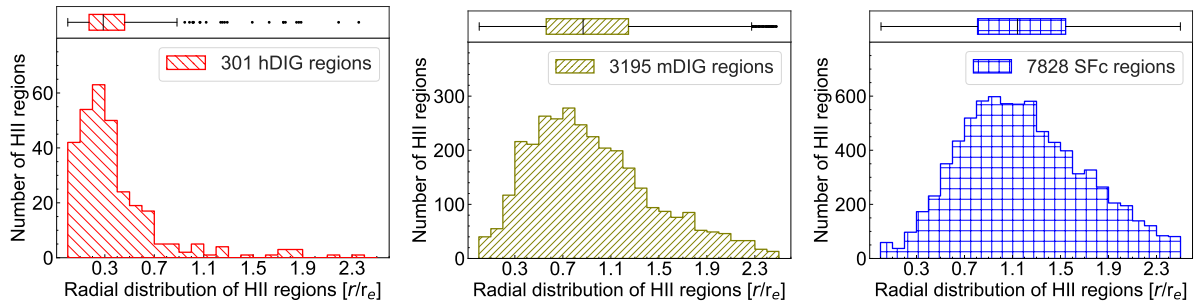


Figura 3.16: Distribuição radial das regiões ionizadas nas galáxias, separadas em hDIG, mDIG e SFc. O painel esquerdo corresponde as regiões classificadas como hDIG; o painel central corresponde as regiões classificadas como mDIG; e o painel direito corresponde as regiões classificadas como SFc.

Analisando a figura 3.16 é fácil notar que o hDIG da nossa amostra está, em sua maior proporção, localizado nas regiões centrais das galáxias até aproximadamente $0.5 r/r_e$, enquanto o mDIG e o SFc estão localizados de forma mais homogênea no disco das galáxias, sendo que o SFc está ligeiramente mais concentrado nas regiões mais externas. Esse resultado concorda com o resultado obtido por Lacerda et al. (2018), evidenciando que a contaminação do hDIG é mais forte nas regiões centrais, regiões nas quais identificamos uma quebra interna no gradiente de abundância de oxigênio.

Fizemos uma comparação entre o hDIG, mDIG e SFc para os casos em que ocorre quebra interna, achatamento externo e para os casos em que não ocorre quebras no gradi-

ente, considerando a amostra de 135 galáxias com os gradientes ajustados neste trabalho, conforme a figura 3.17.

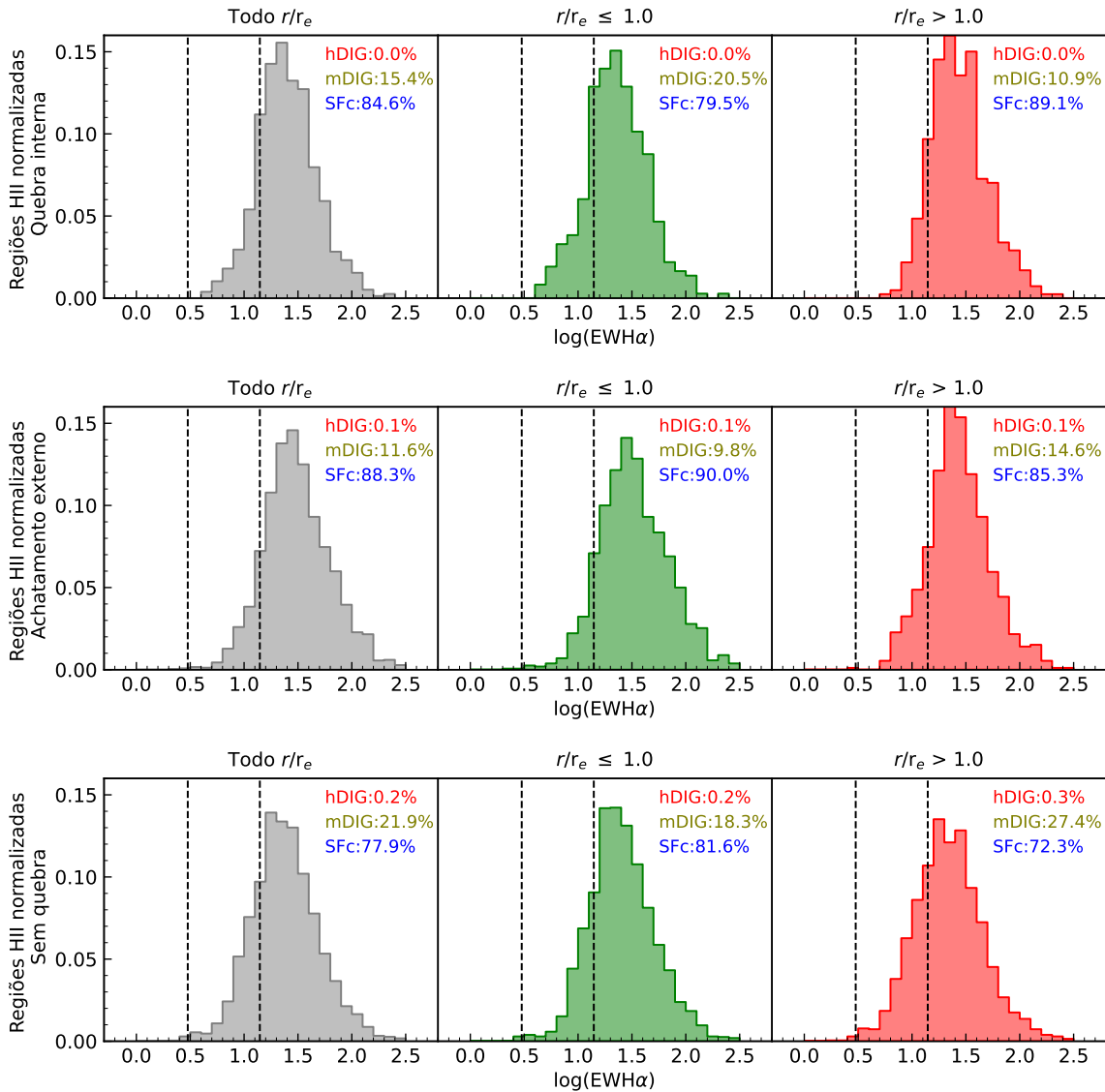


Figura 3.17: Distribuição das regiões ionizadas das galáxias com quebra interna, com achatamento externo e sem nenhuma quebra no gradiente mostrando a frequência de hDIG, mDIG, SFc. Os painéis superior, central e inferior correspondem às galáxias que apresentam quebra interna, achatamento externo e galáxias sem quebra no gradiente, respectivamente. Os painéis da esquerda considera as regiões ao longo de toda a galáxia; os painéis do meio consideram as regiões dentro de $1 r_e$; e os painéis da direita consideram as regiões acima de $1 r_e$. Em todos os painéis estão localizados a proporção de hDIG, mDIG e SFc, em vermelho, amarelo e azul, respectivamente. As linhas verticais tracejadas correspondem, da esquerda para a direita, as larguras equivalentes 3 e 14 \AA , conforme limites de classificação impostos por Lacerda et al. (2018).

Podemos notar na figura 3.17 que aproximadamente 80% das regiões H II selecionadas

nas galáxias que apresentam quebra interna são classificadas como SFc, ou seja, de acordo com o critério que utilizamos na seleção de regiões H II garantimos que o maior número de regiões ionizadas são classificadas como regiões H II, segundo o critério de Lacerda et al. (2018). Além disso, não identificamos hDIG quando há a ocorrência de quebra interna. Ao analisar a concentração de mDIG ao longo do disco das galáxias vemos que quando ocorre a quebra interna, a concentração de mDIG dentro de $1 r_e$ é maior quando comparada com as galáxias que apresentam um achatamento externo ou galáxias que não apresentam quebra no gradiente e, conseqüentemente, o número de SFc é menor. Quando analisamos as regiões mais externas das galáxias com quebra interna, acima de $1 r_e$, esse quadro inverte, ou seja, há uma maior concentração de SFc e uma menor concentração de mDIG nas galáxias que apresentam quebra interna, quando comparada com as outras galáxias. Esse fato indica que a determinação da abundância de oxigênio pode estar sendo influenciada por regiões ionizadas por outras fontes.

Um fato importante a ser levado em consideração é a resolução do *survey* CALIFA. Como discutido na seção 1.2, a resolução média do CALIFA é de 1 kpc, ou seja, o cubo de dados do *survey* CALIFA não é capaz de resolver espacialmente uma região H II, pois as regiões H II podem ter tamanhos da ordem de dezenas a centenas de parsec. Logo, é possível que uma região ionizada identificada pelo *survey* CALIFA seja um misto de região ionizada por formação estelar, AGN ou DIG e, sendo assim, é preciso cautela ao analisar as regiões ionizadas que estão localizadas nas partes centrais das galáxias e, conseqüentemente, é preciso cautela ao identificar uma galáxia que apresente quebra interna no gradiente.

3.4.1 Descontaminação do DIG

Conforme discutido em Vale Asari et al. (2019) e Kumari et al. (2019), o índice O3N2 é pouco afetado pelo DIG, ou seja, esse indicador consegue calcular, relativamente bem, a abundância do DIG sem superestimar a medida da abundância. No entanto, como discutido anteriormente, o DIG pode de fato influenciar na determinação do gradiente de abundância de oxigênio e, portanto, uma possível contribuição do DIG na determinação da abundância pode alterar significativamente o perfil do gradiente de abundância.

A melhor maneira de contornar esse problema é obter dados com uma maior resolução espacial a fim de separar espacialmente as regiões H II das regiões que são ionizadas por outras fontes, como realizado por Sánchez-Menguiano et al. (2020). Como os dados

do *survey* CALIFA não possuem resolução espacial suficiente para separar essas regiões, Espinosa-Ponce et al. (2020) desenvolveram um método para subtrair a contaminação do DIG das regiões que são identificadas como regiões H II nos cubos de dados do CALIFA pelo PyHIIEXPLORER. Esse procedimento consiste em basicamente identificar os *spaxels* que não foram identificados como regiões H II pelo PyHIIEXPLORER, tomando a média, e subtraindo das regiões H II identificadas. Os detalhes estão disponíveis no trabalho de Espinosa-Ponce et al. (2020) e catálogo com os dados dos fluxos estão disponíveis em http://ifs.astroscu.unam.mx/CALIFA/HII_regions/.

Segundo Belfiore et al. (2022), a principal fonte de ionização do DIG é devido aos fótons que vazam das regiões H II e são capazes de ionizar o gás ao longo do disco da galáxias. Eles identificaram que o livre caminho médio desses fótons é de 1.9 kpc. Como a resolução espacial média do *survey* CALIFA é de 1.0 kpc, podemos adotar o catálogo de Espinosa-Ponce et al. (2020) com a correção do DIG, pois essa correção é baseada em *spaxels* externos aqueles identificados pelo PyHIIEXPLORER em regiões H II. Além disso, como o livre caminho médio dos fótons vai além dessas regiões, é compreensível estabelecer esses *spaxels* como fontes ionizadas pelos fótons vazados.

A partir dos fluxos do novo catálogo com a correção do DIG de Espinosa-Ponce et al. (2020), nós realizamos os mesmos procedimentos descritos anteriormente para determinar os perfis dos gradientes de abundância de oxigênio das galáxias da amostra. Essa nova amostra é composta por 147 galáxias, ou seja, há 7 galáxias a menos em relação a amostra original. Esse fato é explicado no trabalho de Espinosa-Ponce et al. (2020), pois para realizar o procedimento de descontaminação do DIG das regiões ionizadas, alguns critérios foram adotados para caracterizar o DIG nos *spaxels* dos cubos de dados das galáxias do *survey* CALIFA. Em alguns casos, não foi possível a caracterização do DIG e, conseqüentemente, não foi possível a descontaminação dos fluxos das linhas. Entretanto, nós determinamos os gradientes de abundância de oxigênio das galáxias dessa nova amostra para os seis diferentes critérios de seleção de regiões H II. A tabela 3.3, similarmente a tabela 3.2, mostra a ocorrência e a frequência de galáxias apresentando uma quebra interna. Novamente, as colunas “Galáxias” e “%” correspondem ao nome e a frequência que determinada galáxia apresenta uma quebra interna, de acordo com os diferentes critérios, respectivamente. As identificações “1” e “0” representam a presença ou não da quebra interna em uma determinada galáxia, respectivamente.

Identificação das colunas da tabela 3.3.

- (a) Sánchez et al. (2014);
- (b) Cid Fernandes et al. (2011);
- (c) Kauffmann et al. (2003);
- (d) Kewley et al. (2001);
- (e) Kewley et al. (2001) com $\text{EWH}\alpha > 6 \text{ \AA}$;
- (f) Stasińska et al. (2006).

Tabela 3.3 - Ocorrência da quebra interna para diferentes critérios de seleção de regiões H II com correção do DIG.

Galáxias	(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	%
NGC7653	1	1	1	1	1	1	100.0
NGC4047	1	1	1	1	1	1	100.0
NGC5406	0	1	1	1	1	1	83.3
NGC4210	1	0	1	1	1	1	83.3
NGC4185	0	1	1	1	1	1	83.3
NGC0309	0	1	1	1	1	1	83.3
IC1256	0	1	1	1	1	1	83.3
NGC5957	0	1	1	1	1	0	66.7
NGC2347	0	0	1	1	1	1	66.7
NGC0776	1	0	1	1	1	0	66.7
NGC6004	0	1	1	0	1	0	50.0
NGC5533	1	1	1	0	0	0	50.0
NGC5267	1	1	0	1	0	0	50.0
NGC5016	0	0	1	1	1	0	50.0
NGC1667	0	1	1	0	0	1	50.0
NGC6941	0	0	1	0	0	1	33.3
NGC5720	0	0	1	1	0	0	33.3
NGC5056	0	0	0	1	1	0	33.3

Continua na próxima página

Tabela 3.3 – *Continuação*

Galáxias	(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	%
NGC4644	0	1	0	1	0	0	33.3
NGC3687	1	0	0	1	0	0	33.3
NGC3614	0	1	0	0	0	1	33.3
UGC04195	0	0	0	1	0	0	16.7
NGC7819	0	0	0	1	0	0	16.7
NGC7787	0	1	0	0	0	0	16.7
NGC7782	0	0	0	1	0	0	16.7
NGC7716	0	0	0	1	0	0	16.7
NGC5735	0	0	0	1	0	0	16.7
NGC5656	0	1	0	0	0	0	16.7
NGC5378	0	0	0	0	0	1	16.7
NGC5376	0	0	0	1	0	0	16.7
NGC5205	1	0	0	0	0	0	16.7
NGC2916	0	0	0	1	0	0	16.7
NGC2805	1	0	0	0	0	0	16.7
total	9	15	16	23	13	12	0.0
%	7.0	11.1	11.3	15.9	9.2	9.2	–

Fim da tabela

Da tabela 3.3 vemos que apenas 33 galáxias apresentaram uma quebra interna, sendo que somente as galáxias NGC7653 e NGC4047 apresentaram uma quebra interna em todos os critérios de seleção de região H II. Ao analisar as galáxias que apresentam uma quebra interna nós verificamos que a correção do DIG pode, de fato, influenciar nos perfis dos gradientes de abundância de oxigênio, onde a contaminação do DIG pode contribuir para a ocorrência da presença de uma quebra interna e, além disso, pode influenciar de modo que as galáxias não apresentem mais uma quebra interna. Fizemos uma comparação para algumas galáxias que tiveram uma mudança no perfil do gradiente de abundância de oxigênio, segundo o critério de Sánchez et al. (2014), quando consideramos os fluxos com e sem a correção do DIG. A figura 3.18 mostra o exemplo de seis galáxias que tiveram o

perfil alterado devido à correção do DIG.

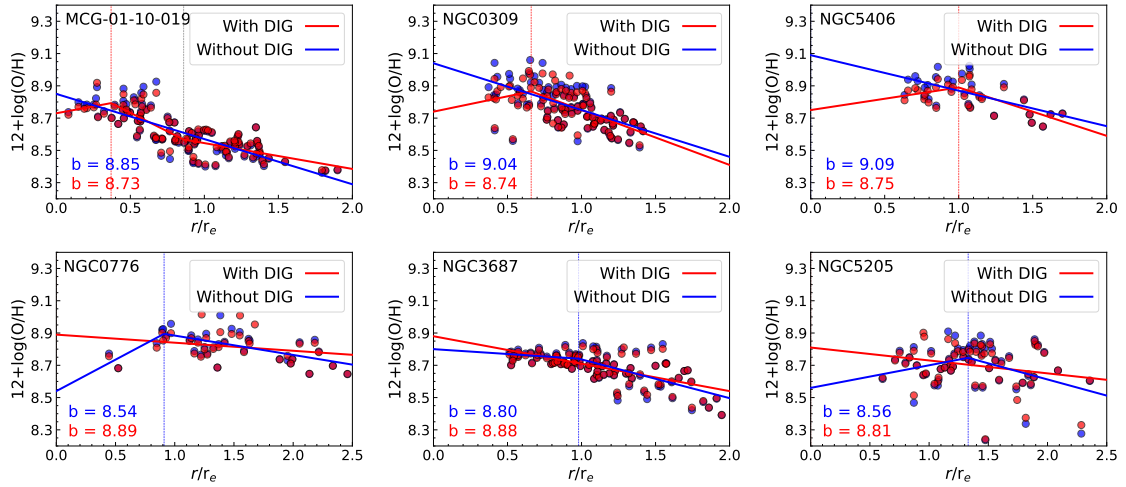


Figura 3.18: Os gráficos mostram uma comparação entre os perfis dos gradientes de abundância ajustados com e sem a correção do DIG. Os painéis superiores mostram as galáxias que apresentavam quebra interna no gradiente antes da correção do DIG e que após a correção, não mais apresentam. Os painéis inferiores mostram a situação contrária, ou seja, galáxias que não apresentavam quebra interna, agora apresentam, após a correção do DIG. Em ambos os painéis, a divisão de cores correspondem às regiões H II sem (vermelho) e com (azul) a correção do DIG, respectivamente, conforme a legenda. Os pontos correspondem as abundâncias das regiões H II identificadas pelo critério de Sánchez et al. (2014). As linhas tracejadas verticais correspondem as posições que ocorrem a quebra no gradiente. As linhas sólidas correspondem aos ajustes. No canto superior esquerdo há a identificação da galáxia. As abundâncias em $r = 0$ são mostradas nos cantos inferiores esquerdos.

O efeito de mudança no perfil do gradiente de abundância de oxigênio, apresentado na figura 3.18, ocorreu em todos os critérios de seleção de regiões H II. Este resultado confirma a necessidade de se realizar a descontaminação do DIG, além de deixar evidente como o DIG pode afetar os gradientes de abundâncias. No entanto, similarmente ao que foi feito na figura 3.15, a figura 3.19 mostra que ao realizar a correção do DIG, independentemente dos critérios de seleção de regiões H II adotados, haverá mudanças nos perfis dos gradientes de abundâncias em galáxias que apresentam uma quebra interna, visto que antes e depois da descontaminação do DIG, o número de galáxias com quebra interna varia. Esse resultado indica que devemos tomar cuidado ao estimar as abundâncias de oxigênio sem levar em consideração a possível contaminação do DIG. Contudo, podemos notar na figura 3.19 que os critérios de Kauffmann et al. (2003) e Kewley et al. (2001) com $\text{EW}_{\text{H}\alpha} > 6 \text{ \AA}$ são os menos afetados pela correção do DIG, ou seja, as galáxias tendem a apresentar uma quebra interna independentemente de se fazer a correção do DIG para estes critérios.

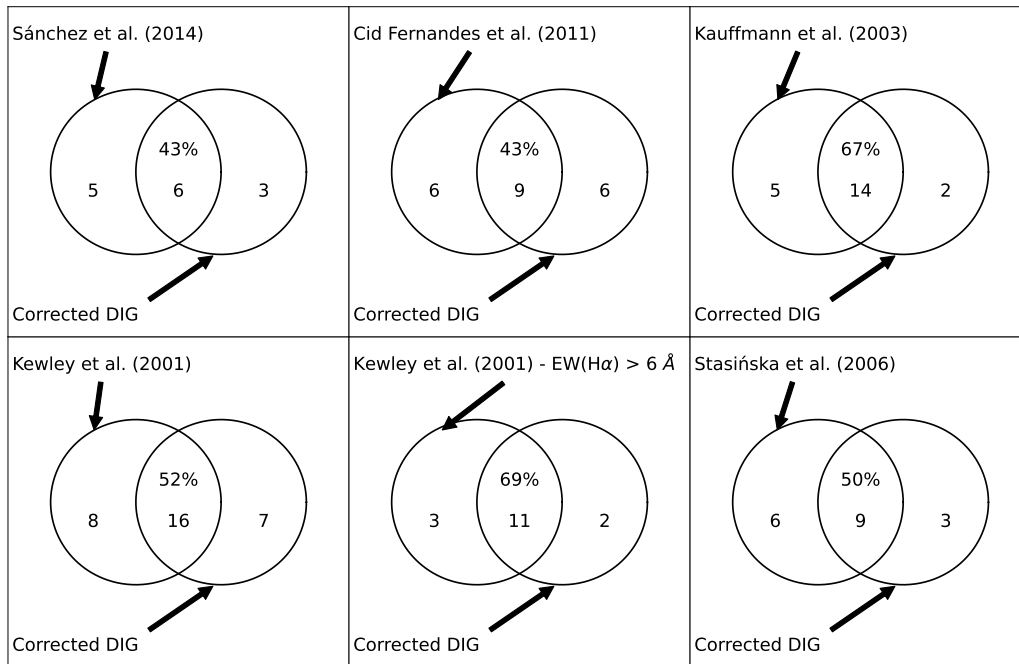


Figura 3.19: Gráficos mostrando a intersecção das galáxias que apresentam quebra interna entre os diferentes métodos de seleção de região H II com e sem a correção do DIG. No centro da intersecção de cada painel estão o número e a proporção de galáxias que apresentam quebra interna independentemente da correção do DIG.

Realizamos uma análise estatística com os novos resultados obtidos a partir da correção do DIG, considerando o critério de seleção de regiões H II de Sánchez et al. (2014), sendo que o número de regiões H II reduziu de 8712 para 8345. A figura 3.20 mostra a relação entre galáxias barradas e não barradas.

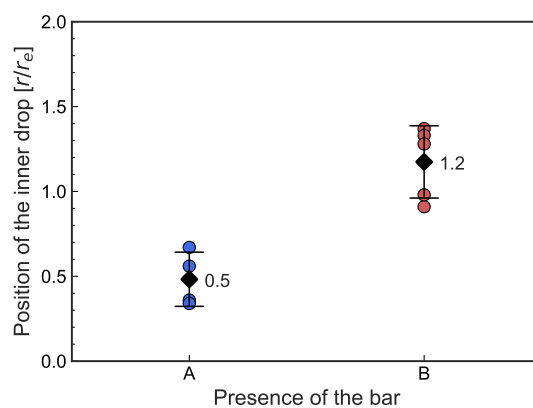


Figura 3.20: Relação da posição em que ocorre a quebra interna com a presença ou não da barra. Os índices “A” e “B” correspondem, respectivamente, à galáxias não barradas e galáxias barradas, segundo a classificação de Hubble. Os losangos pretos correspondem aos valores médios das posições das quebras internas.

Da relação apresentada na figura 3.20, vemos que independentemente da presença da barra, há a ocorrência da quebra interna. No entanto, as galáxias barradas tendem a apresentar a quebra interna mais próxima do raio efetivo, enquanto as galáxias não barradas tendem a apresentar a quebra interna na metade do raio efetivo. Esse efeito pode estar relacionado com os fluxos radiais no raio de corotação induzidos pela barra, aumentando a taxa de formação estelar (Cavichia et al., 2014).

De maneira similar ao que foi feito nas seções anteriores, tentamos estabelecer uma relação entre a posição que ocorre a quebra interna com as propriedades físicas das galáxias. A figura 3.21 mostra essa relação, onde identificamos uma relação moderada entre a posição que ocorre a quebra interna e o raio efetivo da galáxia, sendo que galáxias com raio efetivo menores apresentam a quebra interna mais próxima do centro da galáxia.

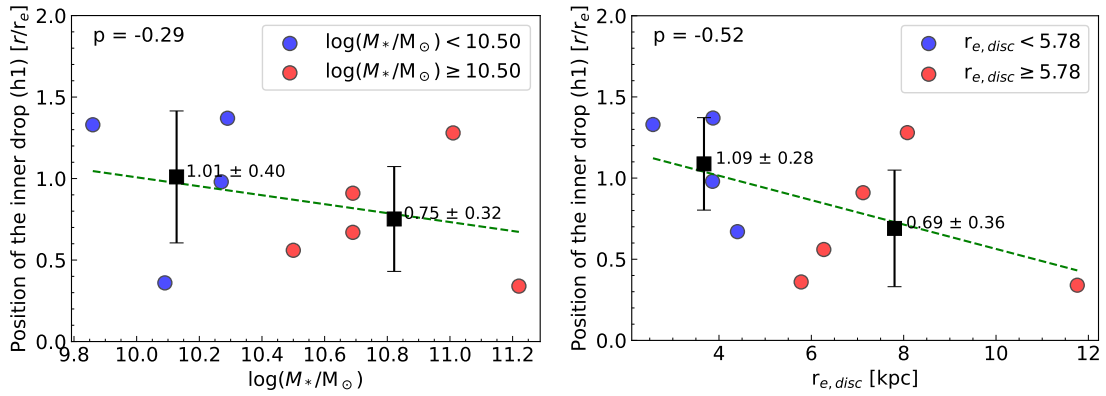


Figura 3.21: O painel à esquerda é referente a relação entre a massa estelar das galáxias com a posição da quebra interna. O painel à direita é referente a relação entre o raio efetivo da galáxia com a posição que ocorre a quebra interna. Os dados são separados por cor em diferentes intervalos de massa da galáxia e raio efetivo da galáxia, conforme indicado na legenda dos gráficos. Os quadrados pretos correspondem aos valores médios das posições das quebras internas em cada *bin*.

A figura 3.22 mostra a relação entre a posição que ocorre a quebra interna com os parâmetros físicos do bojo. Podemos notar uma correlação moderada entre a posição que ocorre a quebra interna com a massa e o brilho superficial do bojo, onde galáxias com bojos mais massivos e bojos com maiores brilhos superficiais tendem a apresentar uma quebra interna mais próxima do centro da galáxia. Contudo, para o caso do raio efetivo do bojo, identificamos uma correlação forte entre essa propriedade e a posição que ocorre a quebra interna. Galáxias com os menores raios efetivos dos bojos tendem a apresentar a quebra interna mais próxima do raio efetivo da galáxia.

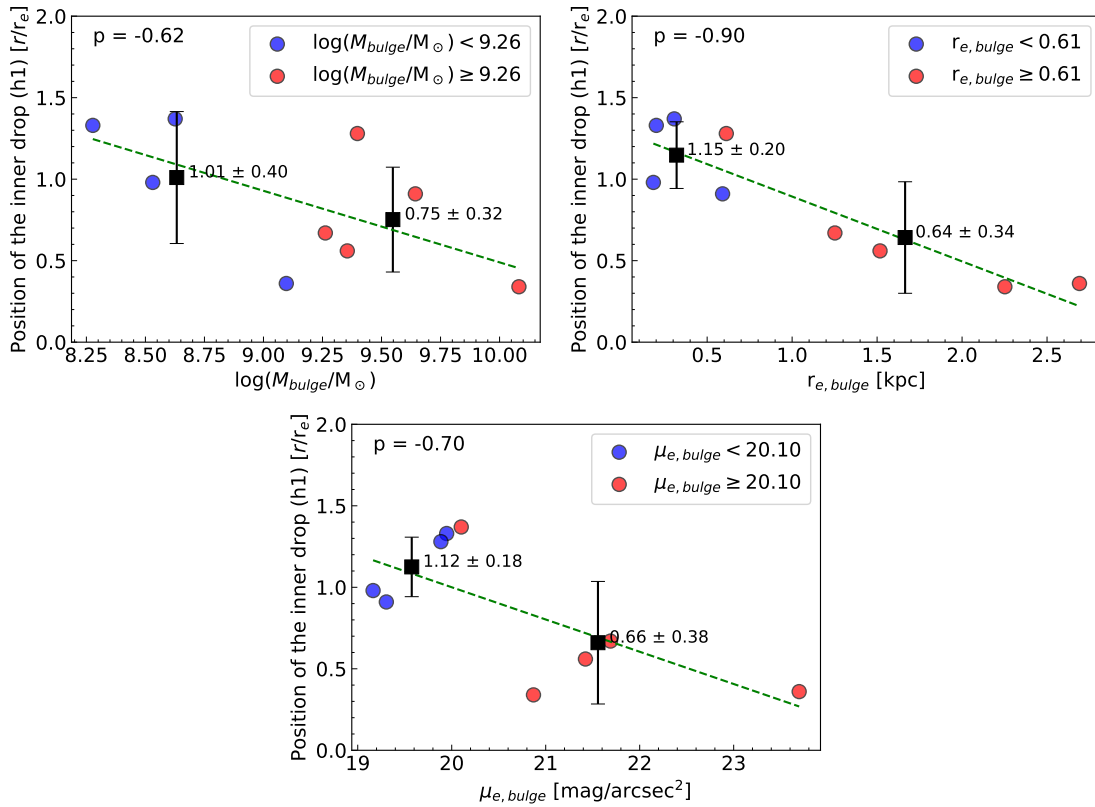


Figura 3.22: Relação da posição que ocorre a quebra interna com a massa, o raio efetivo e o brilho superficial do bojo mostrados nos painéis superior esquerdo, superior direito e inferior, respectivamente. Os dados são separados por cor em diferentes intervalos de massa do bojo, raio efetivo do bojo e brilho superficial do bojo, conforme indicado na legenda dos gráficos. Os quadrados pretos correspondem aos valores médios das posições das quebras internas em cada *bin*.

Os resultados apresentados nessa seção, onde analisamos a posição em que ocorre a quebra interna com as propriedades físicas das galáxias e dos bojos, após a descontaminação, diferem dos resultados obtidos antes de realizar a descontaminação do DIG. Apesar de ambas as análises considerarem o critério de Sánchez et al. (2014) para a seleção de regiões H II, as correlações são mais fortes quando há descontaminação do DIG. No entanto, conforme já discutido anteriormente, o número de galáxias nessas análises é pequeno e, portanto, é necessário cautela ao analisar essas correlações.

Em relação à análise estatística entre os parâmetros do ajuste do gradiente radial interno e os parâmetros físicos das galáxias e dos bojos, apenas identificamos relações moderadas entre o raio efetivo da galáxia e massa do bojo com a inclinação do gradiente radial interno. A figura 3.23 mostra esta relação, onde bojos mais massivos e galáxias com raios efetivos maiores tendem a apresentar gradientes radiais mais inclinados positivamente.

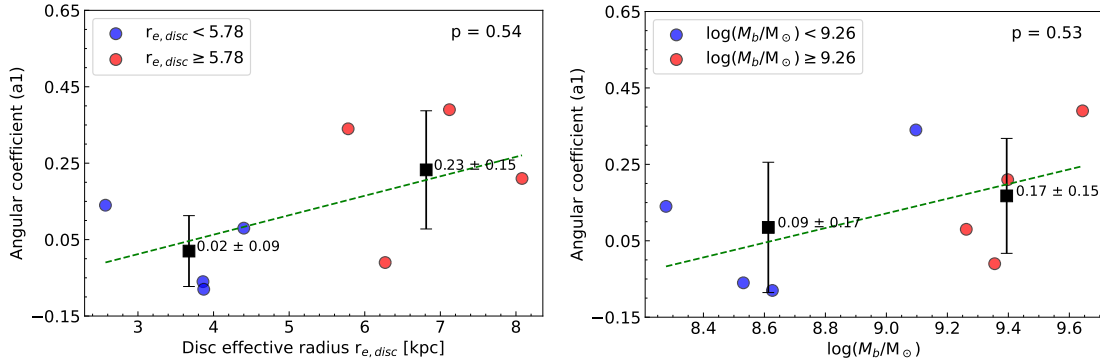


Figura 3.23: Relação do raio efetivo da galáxia e da massa do bojo com o coeficiente $a1$ do ajuste do gradiente radial interno. Os painéis à esquerda e à direita correspondem ao raio efetivo da galáxia e a massa do bojo, respectivamente. Os dados são separados por cor em diferentes intervalos de raio efetivo da galáxia e massa do bojo, conforme indicado na legenda dos gráficos. Os quadrados pretos correspondem aos valores médios dos coeficientes dos ajustes em cada *bin*.

3.4.2 Análise estatística dos métodos de seleção de regiões H II

Conforme mostrado na figura 3.19, as curvas de demarcação de Kauffmann et al. (2003) e Kewley et al. (2001) com $\text{EWH}\alpha > 6 \text{ \AA}$ se mostraram as menos sensíveis à correção do DIG. Sendo assim, faremos uma análise estatística relacionando os parâmetros físicos das galáxias e dos bojos com as posições onde ocorrem as quebras internas, similarmente à análise feita na subseção anterior.

3.4.2.1 Curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003)

A análise a seguir foi realizada relacionando as galáxias que apresentaram uma quebra interna de acordo com a curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003). O número de regiões H II, com a correção do DIG, reduziu de 10728 para 10349. A figura 3.24 mostra a relação das propriedades físicas dessas galáxias com as posições onde ocorrem as quebras internas, enquanto a figura 3.25 mostra a relação das propriedades físicas dos bojos nas galáxias que apresentaram uma quebra interna com as posições onde ocorrem as quebras internas. Podemos observar nas figuras 3.24 e 3.25 que não há uma relação entre os parâmetros físicos e a posição onde ocorre a quebra interna, ao contrário do resultado obtido anteriormente segundo o critério de seleção de regiões H II de Sánchez et al. (2014), que apresentou uma correlação forte entre o raio efetivo do bojo e a posição em que ocorre a quebra interna.

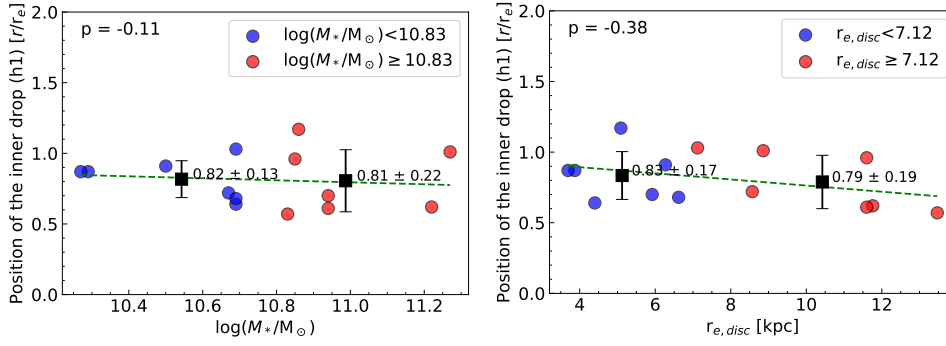


Figura 3.24: O painel à esquerda e à direita referem-se à relação entre a massa estelar e o raio efetivo das galáxias com a posição da quebra interna, respectivamente, segundo a curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003). Os dados são separados por cor em diferentes intervalos de massa e raio efetivo das galáxias, conforme indicado na legenda dos gráficos.

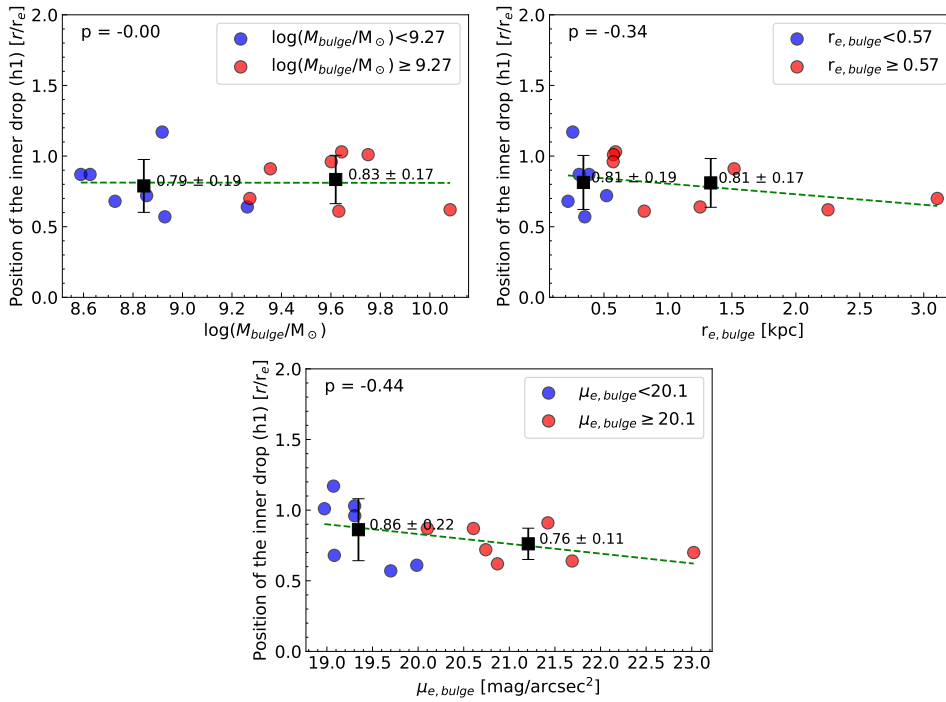


Figura 3.25: Relação da posição onde ocorre a quebra interna com a massa, o raio efetivo e o brilho superficial do bojo, considerando a curva de demarcação de Kauffmann et al. (2003). Os dados são separados por cor em diferentes intervalos de massa do bojo, raio efetivo do bojo e brilho superficial do bojo, conforme indicado na legenda dos gráficos.

3.4.2.2 Curva de demarcação de Kewley et al. (2001) com $EWH\alpha > 6 \text{ \AA}$

A análise abaixo foi feita relacionando as galáxias que apresentaram uma quebra interna de acordo com a curva de demarcação de Kewley et al. (2001) com $EWH\alpha > 6 \text{ \AA}$. O número de regiões H II, com a correção do DIG, reduziu de 10882 para 10494. A figura 3.26 mostra

a relação das propriedades físicas dessas galáxias com as posições que ocorrem as quebras internas, enquanto a figura 3.27 mostra a relação das propriedades físicas dos bojos nas galáxias que apresentaram uma quebra interna com as posições em que essas quebras internas ocorrem.

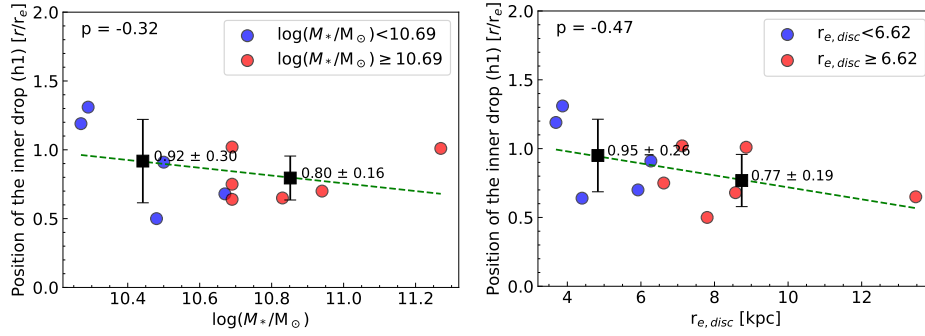


Figura 3.26: O painel à esquerda e à direita referem-se à relação entre a massa estelar e o raio efetivo das galáxias com a posição da quebra interna, respectivamente, segundo a curva de demarcação de Kewley et al. (2001) com $\text{EWH}\alpha > 6 \text{ \AA}$. Os dados são separados por cor em diferentes intervalos de massa e raio efetivo das galáxias, conforme indicado na legenda dos gráficos.

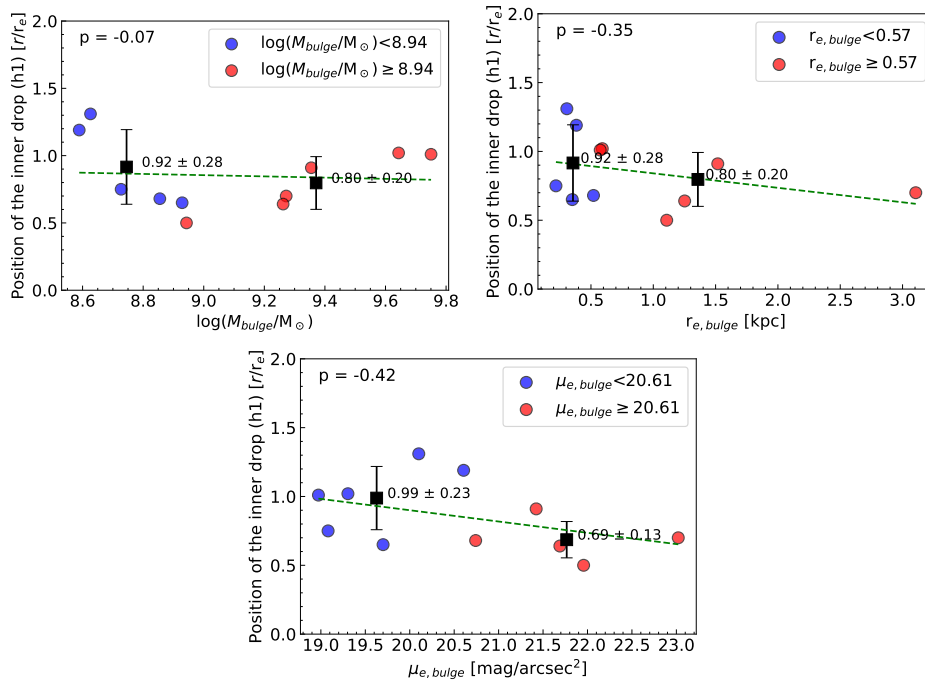


Figura 3.27: Relação da posição onde ocorre a quebra interna com a massa, o raio efetivo e o brilho superficial do bojo, considerando a curva de demarcação de Kewley et al. (2001) com $\text{EWH}\alpha > 6 \text{ \AA}$. Os dados são separados por cor em diferentes intervalos de massa do bojo, raio efetivo do bojo e brilho superficial do bojo, conforme indicado na legenda dos gráficos.

Podemos observar nas figuras 3.26 e 3.27 que também não há uma relação entre os parâmetros físicos e a posição em que ocorre a quebra interna. Novamente, resultado contrário ao obtido anteriormente segundo o critério de Sánchez et al. (2014) para a seleção de regiões H II, que apresentou uma correlação forte entre o raio efetivo do bojo e a posição em que ocorre a quebra interna.

A falta de observação de relações entre as posições das quebras internas e os parâmetros físicos, tanto das galáxias quanto dos bojos, pode ser atribuída ao número limitado de galáxias na amostra, especificamente de acordo com o critério estabelecido por Sánchez et al. (2014). O pequeno tamanho da amostra compromete a análise estatística. No entanto, ao expandir a amostra, por exemplo, ao considerar os critérios de Kauffmann et al. (2003) e Kewley et al. (2001) com $\text{EWH}\alpha > 6 \text{ \AA}$, essas relações deixam de ser evidentes, não apresentando nenhuma relação moderadamente forte e nenhuma relação forte.

3.4.3 Análise comparativa dos ajustes dos gradientes

Do resultado apresentado na subseção anterior, assim como mostrado na figura 3.19, para os diferentes métodos de seleção de regiões H II com a correção do DIG, os perfis dos gradientes de abundância podem mudar. Essa mudança do gradiente de abundância pode variar até mesmo na presença ou não de uma quebra no gradiente. Para uma melhor visualização dos diferentes perfis dos gradientes de abundância, plotamos os gradientes de todos os ajustes realizados nas 33 galáxias que apresentaram uma quebra interna, a fim de elucidar a mudança dos perfis, como mostrado na figura 3.28.

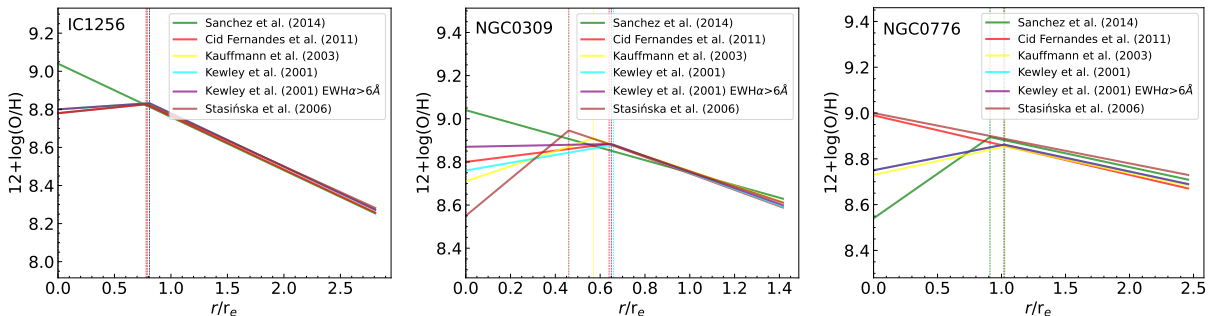


Figura 3.28: Diferentes ajustes dos perfis dos gradientes para os diferentes critérios de seleção de regiões H II. As linhas sólidas coloridas e as linhas verticais tracejadas coloridas correspondem aos ajustes e as posições da quebra interna, respectivamente, de acordo com a legenda no canto superior direito. As linhas verticais tracejadas cinzas representam a posição do achatamento externo, quando há a ocorrência.

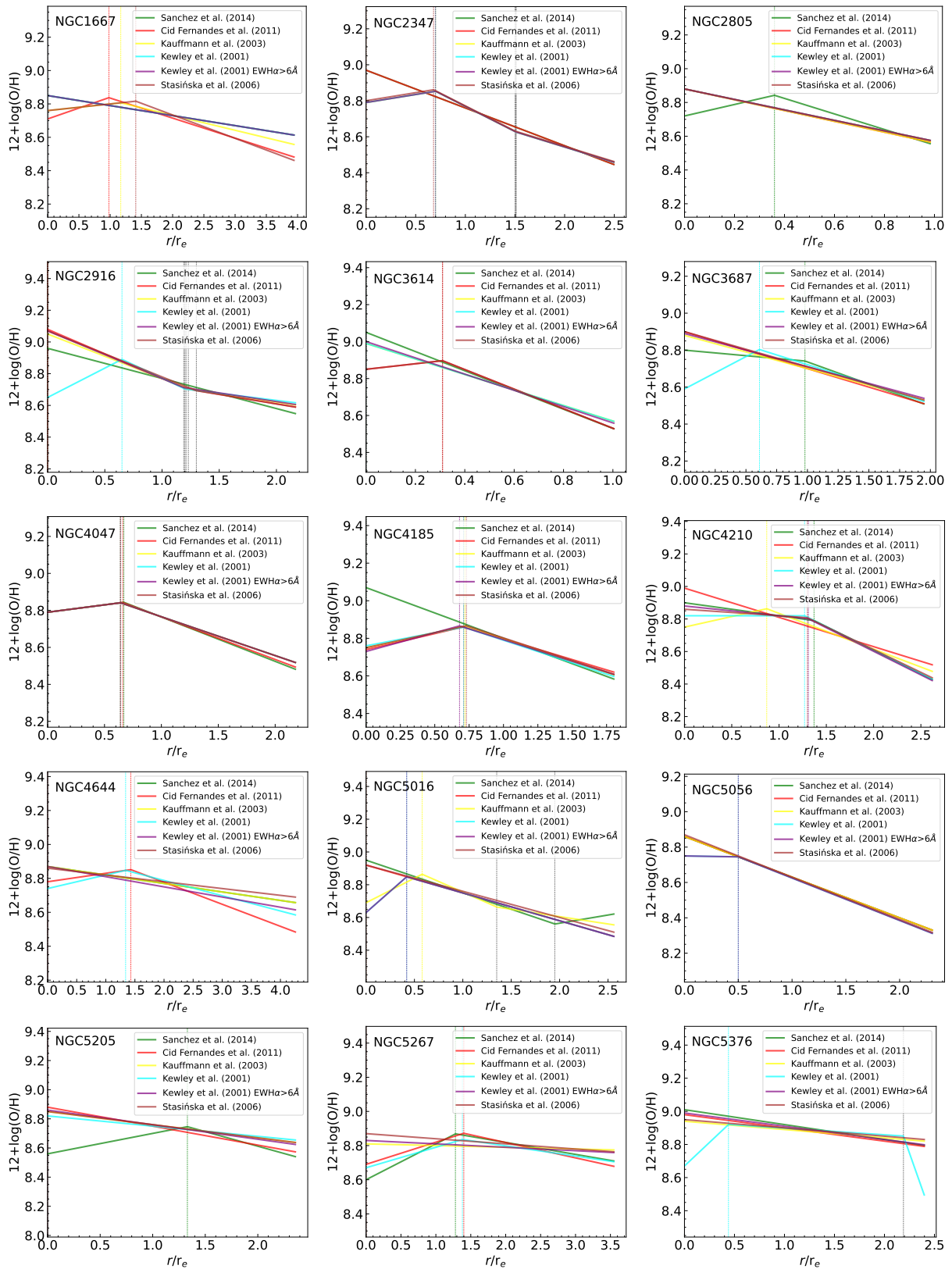


Figura 3.28: Continuação.

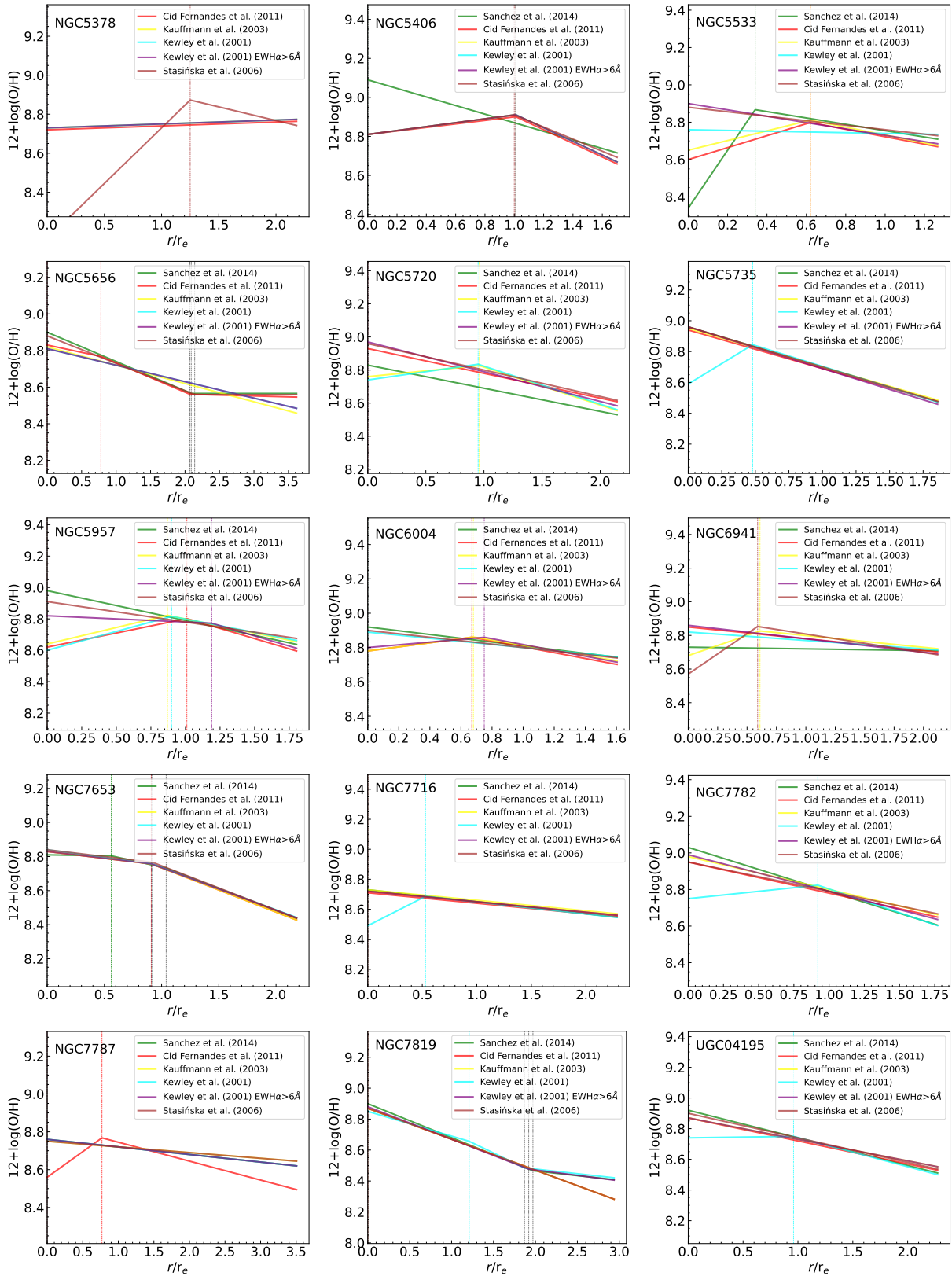


Figura 3.28: Continuação

Podemos notar que em algumas galáxias os perfis dos gradientes de abundância mudam consideravelmente, como por exemplo a NGC0309, que no critério de Sánchez et al. (2014) não apresentam quebra interna, mas apresenta a quebra interna em todos os outros critérios, sendo que as posições dessas quebras também mudam, assim como a inclinação do gradiente radial interno. Por outro lado, há galáxias cujo perfil do gradiente de abundância quase não sofre mudança, como é o caso da NGC4047, onde para todos os critérios a posição que ocorre a quebra interna é praticamente a mesma, além da inclinação dos gradientes radial e interno, que também quase não sofrem mudanças.

Esse resultado reafirma o cuidado que deve ser tomado ao adotar um determinado critério para a seleção de regiões H II. Fica claro ao analisar a figura 3.28 que em algumas galáxias a mudança no perfil do gradiente é bastante considerável e isso pode acarretar em diferentes análises, fazendo com que resultados completamente diferentes sejam obtidos dependendo do critério adotado.

3.5 História de formação estelar

Com base no resultado obtido na seção 3.3, como mostrado na tabela 3.2, identificamos que seis galáxias apresentaram uma quebra interna, independentemente do método adotado para selecionar as regiões H II. Portanto, tentamos analisar a história de formação estelar (SFH, do inglês *star formation history*) das regiões ionizadas dessas galáxias, mesmo sem descontaminar o DIG, pois estamos interessados na fração de luminosidade de estrelas jovens dessas regiões. Contudo, o fato de não ser possível resolver espacialmente todas as estrelas de uma região ionizada não é possível fazer a análise de SFH individualmente. No entanto, conforme discutido em Pérez et al. (2013), com base na combinação de SSP ajustada na região ionizada é possível estimar a SFH dessas regiões.

Estudos anteriores sobre a quebra interna, como Sánchez-Menguiano et al. (2016), sugerem que a presença da quebra interna esteja associada ao movimento radial do gás. Considerando esse fato, devemos esperar uma distribuição de metalicidade mais homogênea no disco das galáxias que apresentam essa quebra. Para analisar esse efeito utilizamos, novamente, o catálogo de Espinosa-Ponce et al. (2020), que também disponibilizou as informações das SSPs ajustadas em cada região ionizada fornecendo, por exemplo, a fração de luminosidade das estrelas de diferentes idades.

González Delgado et al. (2017) realizaram uma análise da SFH em 436 galáxias do CALIFA e mostraram que a população estelar varia de acordo com a massa e com o tipo morfológico ao longo da sequência de Hubble, sendo que as galáxias menos massivas são galáxias localizadas mais próximas do tipo tardio no diagrama de Hubble e com uma maior população de estrelas jovens enquanto as galáxias mais massivas são galáxias que tendem a ser galáxias do tipo precoce e com uma maior população de estrelas velhas. Considerando essa distribuição da população estelar, analisamos a fração da luminosidade das SSPs em função da idade das SSPs nas galáxias que apresentaram uma quebra interna em todos os critérios de seleção de região H II. Além disso, comparamos essa análise com as galáxias que não apresentam quebra interna no gradiente onde consideramos, para essa comparação, galáxias que possuem o mesmo tipo morfológico na sequência de Hubble (com exceção da barra, pois a presença da barra não interfere na ocorrência da quebra interna) e possuem massas estelares similares, a fim de garantir uma maior igualdade entre as propriedades das galáxias. A figura 3.29 mostra, em bins, a distribuição radial da idade das SSPs pela fração de luminosidade das SSPs das regiões ionizadas nas galáxias com quebra interna em comparação com as galáxias sem quebra interna. Como o valor médio da posição em que ocorre a quebra interna é $0.8 r/r_e$, dividimos a análise da SFH na região interna e externa a $1.0 r/r_e$, a fim de analisar de forma independente essas regiões. Além disso, também realizamos uma análise ao longo de toda a galáxia, como pode ser visto na figura 3.29.

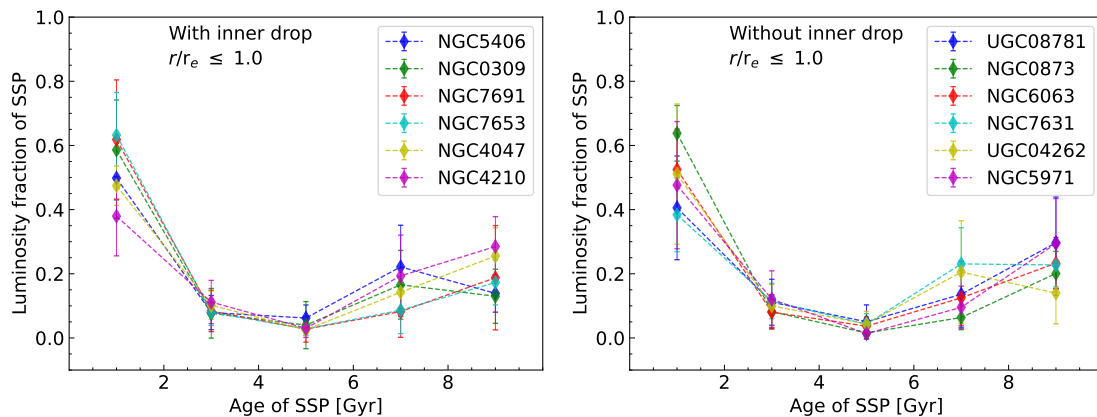


Figura 3.29: Os painéis superiores, intermediários e inferiores correspondem às regiões interna a $1.0 r/r_e$, externa a $1.0 r/r_e$ e em todo o disco da galáxia, respectivamente. Os painéis esquerdos são referentes às galáxias que apresentam quebra interna e os painéis direitos são referentes às galáxias que não apresentam quebra interna. As cores iguais nas legendas das figuras, nos painéis esquerdos e direitos, indicam galáxias com o mesmo tipo morfológico (com exceção da barra) e massas similares, utilizadas na comparação.

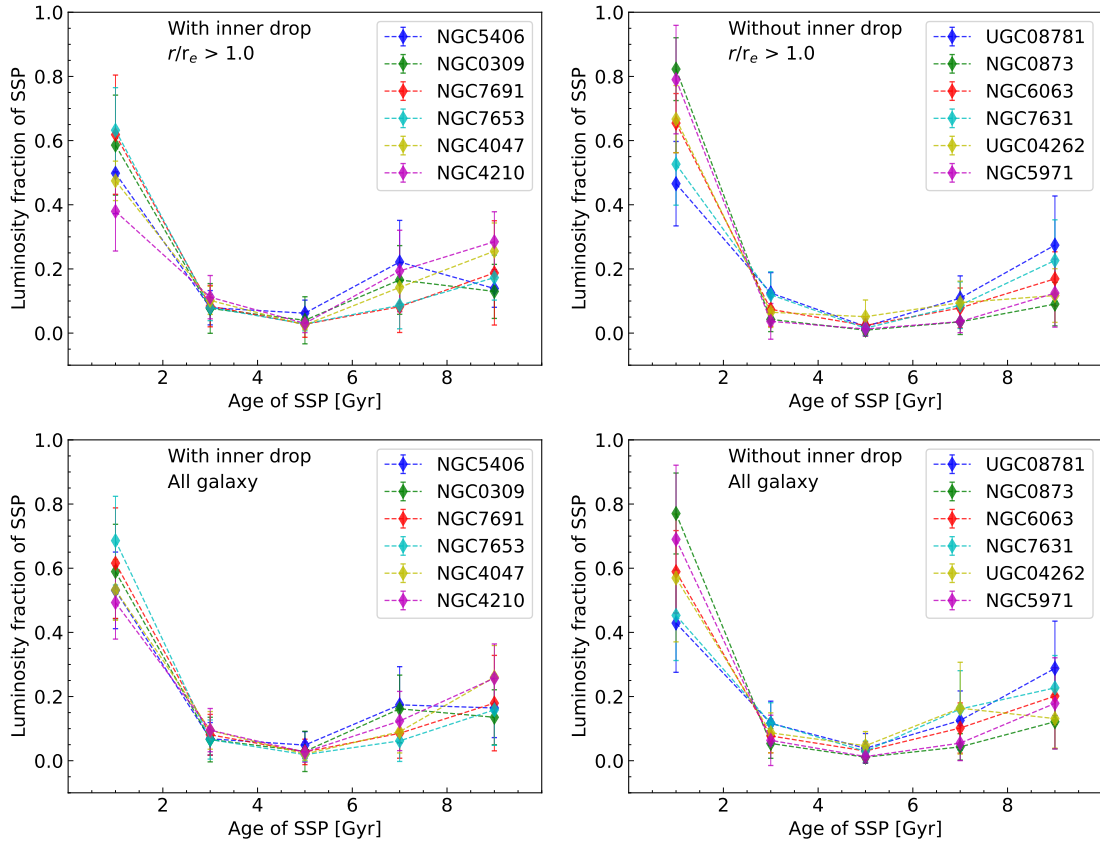


Figura 3.29: Continuação.

A análise dos gráficos da figura 3.29 não mostrou nenhum padrão na SFH ao comparar galáxias com quebra interna e galáxias sem quebra interna no gradiente que pudesse explicar a presença da quebra interna. Esse resultado não descarta o fato que a quebra interna possa estar vinculada com o movimento radial do gás, sendo necessário obter cubo de dados capazes de fornecer uma análise mais detalhada da população estelar e, conseqüentemente, da SFH dessas galáxias a fim de compreender melhor o movimento radial do gás nas regiões ionizadas nas galáxias. No entanto, é fácil notar que a fração de luminosidade de estrelas com idade inferior a 2×10^9 anos é maior que a fração das demais estrelas, tanto para a região interna, para a região externa, quanto para toda a galáxia. Isso já era de fato esperado, pois as galáxias que apresentaram quebra interna tendem a ser do tipo tardio, ou seja, como discutido anteriormente, González Delgado et al. (2017) mostraram que essas galáxias do tipo tardio na sequência de Hubble possuem uma maior população de estrelas jovens.

Conclusões

Este trabalho realizou uma investigação abrangente sobre os gradientes de abundância de oxigênio e, conseqüentemente, sobre as regiões de formação estelar em galáxias, nas quais utilizamos diferentes métodos para a seleção dessas regiões. Os resultados obtidos neste estudo destacam a complexidade inerente à evolução química das galáxias, visto que galáxias espirais podem apresentar desvios nos gradientes de abundância de oxigênio.

Uma das descobertas mais significativas deste trabalho foi a sensibilidade dos gradientes de abundância a critérios diferentes de seleção de regiões H II. Observou-se que a escolha de um método específico pode levar a variações substanciais nos perfis dos gradientes, com mudanças marcantes nas posições e inclinações das quebras nos gradientes em diferentes galáxias. Esse resultado enfatiza a importância crítica de adotar critérios robustos e consistentes ao estudar as propriedades das galáxias.

Examinamos os gradientes de abundância de oxigênio utilizando o critério de Sánchez et al. (2014), a fim de obter relações estatísticas com os parâmetros físicos das galáxias e dos bojos. Identificamos uma relação entre a posição em que ocorre a quebra interna com os raios efetivos da galáxia e bojo, sendo que a posição em que ocorre a quebra interna tende a ser mais próxima do centro das galáxias que possuem maiores raios efetivos, tanto da galáxia quanto do bojo. Além disso, identificamos que o gradiente interno tende a ser mais inclinado, resultando em uma menor abundância de oxigênio na região interna, em galáxias que possuem os bojos com maiores raios efetivos.

Não foi identificado nenhum parâmetro que pudesse explicar a presença de uma quebra interna e, portanto, adotamos outro critério de seleção de Kauffmann et al. (2003), a fim de eliminar o DIG, e analisar o comportamento das galáxias que apresentam uma quebra interna. A partir desse resultado, identificamos variações nos perfis dos gradientes

de abundância quando diferentes métodos de seleção de regiões são empregados. Por fim, ao considerarmos os seis diferentes critérios de seleção de regiões H II, discutidos neste trabalho, ficou nítida a distinção do resultado obtido, levando à conclusão de que o resultado pode ser influenciado pelos critérios de seleção de regiões H II adotados e, conseqüentemente, influenciar as conclusões da análise.

Dos resultados obtidos identificou-se que utilizar o critério de Sánchez et al. (2014) elimina, majoritariamente, regiões ionizadas mais próximas da região central da galáxia. Como esse critério utiliza a fração de luminosidade de estrelas jovens, podemos entender que na região central há uma concentração maior de estrelas velhas, resultado que também foi verificado ao analisar o hDIG, mDIG e SFC, proposto pelo Lacerda et al. (2018), onde o hDIG, regiões ionizadas pelas HOLMES, estão localizadas principalmente nas regiões centrais. Sendo assim, podemos entender que o DIG pode influenciar na presença da quebra interna, contribuindo para que identifiquemos mais galáxias que apresentam uma quebra interna. Isso pode estar relacionado com a determinação da abundância de oxigênio dessas regiões pelo calibrador que não é indicado para determinar abundâncias de regiões que não são ionizadas por estrelas jovens oriundas de formação estelar.

Esse fato concorda com o resultado obtido na análise realizada com a descontaminação do DIG, pois ao realizarmos os ajustes dos gradientes de abundância sem a contribuição do DIG o número de galáxias que apresentam uma quebra interna diminuiu, além de também diminuir o número de galáxias que apresentavam uma quebra interna em todos os critérios de seleção de regiões H II. Além disso, realizar os ajustes com a descontaminação do DIG altera diretamente os perfis das galáxias que apresentavam uma quebra interna e vice-versa, ou seja, galáxias que apresentavam uma quebra interna com a contaminação do DIG não mais apresentam uma quebra interna.

Com os novos resultados, considerando a descontaminação do DIG, realizamos uma nova análise estatística e verificamos novamente a mesma relação entre a posição da quebra interna e os raios efetivos do bojo e da galáxia quando utilizado o critério de Sánchez et al. (2014). No entanto, identificamos outras relações com a posição em que ocorre a quebra interna e a massa e o brilho superficial do bojo. A posição em que ocorre a quebra interna tende a estar mais próxima do centro da galáxia em bojos mais massivos e com maiores brilhos superficiais. Em relação aos parâmetros dos ajustes, a abundância de oxigênio tende a ser menor em galáxias com bojos mais massivos e com maiores raios efetivos. Vemos que,

ao fazer a descontaminação do DIG, identificamos mais relações entre os parâmetros físicos das galáxias e bojos com a posição em que ocorre a quebra interna e com os parâmetros do ajuste.

No entanto, para fins de comparação, buscamos estabelecer relações análogas com as propriedades físicas, tanto das galáxias quanto dos bojos, utilizando os critérios de seleção de regiões H II propostos por Kauffmann et al. (2003) e Kewley et al. (2001) com $EWH\alpha > 6 \text{ \AA}$, na amostra após a descontaminação do DIG. Entretanto, nenhuma relação foi identificada entre as propriedades físicas das galáxias e dos bojos com a posição onde ocorre a quebra interna. Isso sugere que as relações previamente observadas podem estar associadas ao reduzido número de galáxias na amostra, o que limita a viabilidade de uma análise estatística significativa.

Sendo assim, a variação dos perfis dos gradientes de abundância de oxigênio é um ponto chave para se considerar neste trabalho. Ao compararmos os diferentes perfis, dependendo do critério de seleção de regiões H II adotado, estes podem variar consideravelmente, como discutido neste trabalho. Isso indica a necessidade de cautela ao estudar as galáxias que possam apresentar uma quebra interna no perfil do gradiente de abundância, pois os resultados podem ser influenciados diretamente pelos critérios adotados. No entanto, verificamos neste trabalho que os critérios de seleção de regiões H II considerando as curvas de demarcação de Kauffmann et al. (2003) e Kewley et al. (2001) com $EWH\alpha > 6 \text{ \AA}$ se mostraram os mais eficientes, por serem os menos sensíveis à correção do DIG. Conforme evidenciado na figura 3.19, nos critérios Kauffmann et al. (2003) e Kewley et al. (2001), há uma maior proporção de galáxias apresentando quebra interna, independentemente da descontaminação do DIG. No critério de Kauffmann et al. (2003), das 21 galáxias analisadas, 14 mantiveram uma quebra interna. De maneira similar, para o critério de Kewley et al. (2001), das 16 galáxias analisadas, 11 galáxias mantiveram quebra interna.

Uma abordagem mais confiável para esclarecer os resultados obtidos consiste em adquirir dados com uma maior resolução espacial, visando eliminar de maneira mais eficaz a contaminação do DIG. Adicionalmente, a investigação das velocidades radiais dos gases nas galáxias pode oferecer indícios da presença de quebras internas, uma vez que os movimentos radiais dos gases têm o potencial de alterar significativamente a distribuição das nuvens de gás.

A análise da história de formação estelar não revelou nenhum padrão que pudesse indi-

car diferenças em galáxias que apresentam ou não uma quebra interna. Essas descobertas destacam a complexidade da evolução das galáxias e a influência de múltiplos fatores em seus perfis de abundância e em suas histórias de formação estelar. Além disso, enfatizam a necessidade de uma análise detalhada da população estelar e da história de formação estelar para compreender melhor o movimento radial do gás nas regiões ionizadas das galáxias.

Referências Bibliográficas

- Abazajian K. N., Adelman-McCarthy J. K., Agüeros M. A., et al. The Seventh Data Release of the Sloan Digital Sky Survey, *ApJS*, 2009, vol. 182, p. 543
- Akaike H., , 1973 *Information Theory and an Extension of the Maximum Likelihood Principle*. Springer New York New York, NY pp 199–213
- Aller L H., Liller W., Photoelectric Spectrophotometry of Gaseous Nebulae. I. The Orion Nebulae., *ApJ*, 1959, vol. 130, p. 45
- Alloin D., Collin-Souffrin S., Joly M., Vigroux L., Nitrogen and oxygen abundances in galaxies, *A&A*, 1979, vol. 78, p. 200
- Andrae R., Error estimation in astronomy: A guide, *arXiv e-prints*, 2010, p. arXiv:1009.2755
- Bacon R., Accardo M., Adjali L., et al. The MUSE second-generation VLT instrument. In *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III* , vol. 7735 of Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 2010
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects, *PASP*, 1981, vol. 93, p. 5
- Beifiori A., Courteau S., Corsini E. M., Zhu Y., On the correlations between galaxy properties and supermassive black hole mass, *MNRAS*, 2012, vol. 419, p. 2497
- Belfiore F., Maiolino R., Bundy K., Thomas D., Maraston C., Wilkinson D., Sánchez S. F., Bershady M., Blanc G. A., Bothwell M., Cales S. L., Coccato et al. P-MaNGA Gala-

- xies: emission-lines properties - gas ionization and chemical abundances from prototype observations, *MNRAS*, 2015, vol. 449, p. 867
- Belfiore F., Santoro F., Groves B., Schinnerer E., Kreckel K., Glover S., Klessen R., Emsellem E., Blanc G., Congiu E., Barnes A., Boquien M., Chevance M., Dale D., Kruijssen J., A tale of two DIGs: The relative role of H II regions and low-mass hot evolved stars in powering the diffuse ionised gas (DIG) in PHANGS-MUSE galaxies, *A&A*, 2022, vol. 659, p. A26
- Belley J., Roy J. R., The Abundance Gradients across the Spiral Galaxies NGC 628 and NGC 6946, *ApJS*, 1992, vol. 78, p. 61
- Blanton M. R., Roweis S., K-Corrections and Filter Transformations in the Ultraviolet, Optical, and Near-Infrared, *AJ*, 2007, vol. 133, p. 734
- Boczko R., *Conceitos De Astronomia*. Edgard Blücher LTDA São Paulo, 1998
- Bresolin F., Kennicutt R. C., Ryan-Weber E., Gas Metallicities in the Extended Disks of NGC 1512 and NGC 3621. Chemical Signatures of Metal Mixing or Enriched Gas Accretion?, *ApJ*, 2012, vol. 750, p. 122
- Bresolin F., Ryan-Weber E., Kennicutt R. C., Goddard Q., The Flat Oxygen Abundance Gradient in the Extended Disk of M83, *ApJ*, 2009, vol. 695, p. 580
- Bruzual G., Charlot S., Stellar population synthesis at the resolution of 2003, *MNRAS*, 2003, vol. 344, p. 1000
- Caon N., Capaccioli M., D'Onofrio M., On the shape of the light profiles of early-type galaxies., *MNRAS*, 1993, vol. 265, p. 1013
- Cavichia O., *Abundâncias químicas de nebulosas planetárias na conexão bojo-disco*, Universidade de São Paulo, 2008, Dissertação de Mestrado
- Cavichia O., Costa R. D. D., Maciel W. J., Planetary nebulae in the inner Milky Way II: the Bulge-Disk transition, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 2011, vol. 47, p. 49
- Cavichia O., Mollá M., Bazán J. J., The multizone chemical evolution of the Galactic bulge: predicting abundances for different radial zones, *MNRAS*, 2023, vol. 520, p. 402

- Cavichia O., Mollá M., Costa R. D. D., Maciel W. J., The role of the Galactic bar in the chemical evolution of the Milky Way, *MNRAS*, 2014, vol. 437, p. 3688
- Chabrier G., Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function, *PASP*, 2003, vol. 115, p. 763
- Chiappini C., Matteucci F., Romano D., Abundance Gradients and the Formation of the Milky Way, *ApJ*, 2001, vol. 554, p. 1044
- Cid Fernandes R., Mateus A., Sodr e L., Stasińska G., Gomes J. M., Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method, *MNRAS*, 2005, vol. 358, p. 363
- Cid Fernandes R., Stasińska G., Mateus A., Vale Asari N., A comprehensive classification of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: how to tell true from fake AGN?, *MNRAS*, 2011, vol. 413, p. 1687
- Cid Fernandes R., Stasińska G., Schlickmann M. S., Mateus A., Asari N. V., Schoenell W., Sodr e L. J., the SEAGal collaboration Alternative diagnostic diagrams and the ‘forgotten’ population of weak line galaxies in the SDSS, *MNRAS*, 2010, vol. 403, p. 1036
- Collins J. A., Rand R. J., Ionization Sources and Physical Conditions in the Diffuse Ionized Gas Halos of Four Edge-On Galaxies, *ApJ*, 2001, vol. 551, p. 57
- Comte G., The Relative Abundance of Nitrogen and Sulpher in Three Spiral Galaxies: M33, M101, M51, *A&A*, 1975, vol. 39, p. 197
- Crowther P. A., Prinja R. K., Pettini M., Steidel C. C., On the reliability of $C_{IV} \lambda 1549$ as an abundance indicator for high-redshift star-forming galaxies, *MNRAS*, 2006, vol. 368, p. 895
- Damineli A., Hubble, a Expansão do Universo. 1ª Ed. São Paulo: Odysseus Editora, 2003, 184 p.
- de Souza R. S., Dantas M. L. L., Costa-Duarte M. V., Feigelson E. D., Killedar M., Lablanche P.-Y., Vilalta R., Krone-Martins A., Beck R., Gieseke F., A probabilistic approach to emission-line galaxy classification, *MNRAS*, 2017, vol. 472, p. 2808

- de Vaucouleurs G., *Classification and Morphology of External Galaxies*. Springer Berlin, Heidelberg, 1959
- Deharveng L., Peña M., Caplan J., Costero R., Oxygen and helium abundances in Galactic Hii regions - II. Abundance gradients, *MNRAS*, 2000, vol. 311, p. 329
- Denicoló G., Terlevich R., Terlevich E., New light on the search for low-metallicity galaxies — I. The N2 calibrator, *MNRAS*, 2002, vol. 330, p. 69
- Dopita M. A., Kewley L. J., Sutherland R. S., Nicholls D. C., Chemical abundances in high-redshift galaxies: a powerful new emission line diagnostic, *Ap&SS*, 2016, vol. 361, p. 61
- Efron B., *Bootstrap Methods: Another Look at the Jackknife*, *The Annals of Statistics*, 1979, vol. 7, p. 1
- Espinosa-Ponce C., Sánchez S. F., Morisset C., Barrera-Ballesteros J. K., Galbany L., García-Benito R., Lacerda E. A. D., Mast D., HII regions in the CALIFA survey: I. Catalog presentation, *MNRAS*, 2020, vol. 494
- Falcón-Barroso J., Sánchez-Blázquez P., Vazdekis A., Ricciardelli E., Cardiel N., Cenarro A. J., Gorgas J., Peletier R. F., An updated MILES stellar library and stellar population models, *A&A*, 2011, vol. 532, p. A95
- Fathi K., Beckman J. E., Zurita A., Relaño M., Knapen J. H., Daigle O., Hernandez O., Carignan C., Evolution of structure in late-type spiral galaxies, *A&A*, 2007, vol. 466, p. 905–916
- Fernández-Martín A., Pérez-Montero E., Vílchez J. M., Mampaso A., Chemical distribution of H II regions towards the Galactic anticentre, *A&A*, 2017, vol. 597, p. A84
- Filho K. S. O., Saraiva M. F. O., , 2014 *Astronomia e Astrofísica* <http://astro.if.ufrgs.br/livro.pdf> Porto Alegre
- Fitzpatrick E. L., *Correcting for the Effects of Interstellar Extinction*, *PASP*, 1999, vol. 111, p. 63
- Flores-Fajardo N., Morisset C., Stasińska G., Binette L., Ionization of the diffuse gas in galaxies: hot low-mass evolved stars at work, *MNRAS*, 2011, vol. 415, p. 2182

- García-Benito R., Zibetti S., Sánchez S. F., et al. CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. Second public data release, *A&A*, 2015, vol. 576
- Giovanelli R., Haynes M. P., Salzer J. J., Wegner G., da Costa L. N., Freudling W., Extinction in SC galaxies, *AJ*, 1994, vol. 107
- González Delgado R. M., Pérez E., Cid Fernandes R., García-Benito R., López Fernández R., Vale Asari N., Cortijo-Ferrero C., et al. Spatially-resolved star formation histories of CALIFA galaxies. Implications for galaxy formation, *A&A*, 2017, vol. 607, p. A128
- Harrison C. M., Observational constraints on the influence of active galactic nuclei on the evolution of galaxies, Durham University, 2014, Tese de Doutorado
- Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., Properties of H II Regions in the Centers of Nearby Galaxies, *ApJ*, 1997, vol. 487, p. 579
- Hubble E. P., NGC 6822, a remote stellar system., *ApJ*, 1925, vol. 62, p. 409
- Hubble E. P., Extragalactic nebulae, *ApJ*, 1926, vol. 64, p. 321
- Huchra J. P., , 2003 in Meyers R. A., ed., , *Encyclopedia of Physical Science and Technology* (Third Edition) third edition edn, Academic Press New York pp 369–387
- Husemann B., Jahnke K., Sánchez S. F., et al. CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. First public data release, *A&A*, 2013, vol. 549
- Johnson H. L., Morgan W. W., Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the Revised System of the Yerkes Spectral Atlas., *ApJ*, 1953, vol. 117, p. 313
- Jones T., Martin C., Cooper M. C., Temperature-based Metallicity Measurements at $z=0.8$: Direct Calibration of Strong-line Diagnostics at Intermediate Redshift, *ApJ*, 2015, vol. 813, p. 126
- Kauffmann G., Heckman T. M., Tremonti C., et al. The host galaxies of active galactic nuclei, *MNRAS*, 2003, vol. 346, p. 1055
- Kelz A., Verheijen M. A. W., Roth M. M., Bauer S. M., Becker T., Paschke J., Popow E., Sánchez S. F., Laux U., PMAS: The Potsdam Multi-Aperture Spectrophotometer. II. The Wide Integral Field Unit PPak, *PASP*, 2006, vol. 118, p. 129

- Kennicutt R. C. J., Keel W. C., Blaha C. A., A Comparison of the Physical Conditions in Nuclear, Hotspot, and Disk H II Regions, *AJ*, 1989, vol. 97, p. 1022
- Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., Theoretical Modeling of Starburst Galaxies, *ApJ*, 2001, vol. 556, p. 121
- Kewley L. J., Groves B., Kauffmann G., Heckman T., The host galaxies and classification of active galactic nuclei, *MNRAS*, 2006, vol. 372, p. 961
- Koleva M., Prugniel P., Bouchard A., Wu Y., ULySS: a full spectrum fitting package, *A&A*, 2009, vol. 501, p. 1269
- Kuiper N. H., Tests concerning random points on a circle. In *Mathematical Statistics* , vol. 63, 1960, p. 38
- Kumari N., Maiolino R., Belfiore F., Curti M., Metallicity calibrations for diffuse ionized gas and low-ionization emission regions, *MNRAS*, 2019, vol. 485, p. 367
- Lacerda E. A. D., Cid Fernandes R., Couto G. S., Stasińska G., García-Benito R., Vale Asari N., Pérez E., González Delgado R. M., Sánchez S. F., de Amorim A. L., Diffuse ionized gas in galaxies across the Hubble sequence at the CALIFA resolution, *MNRAS*, 2018, vol. 474, p. 3727
- Lamon J., O Grande Debate e a Descoberta da Expansão do Universo, Universidade de São Paulo, 2017, Dissertação de Mestrado, 113 p.
- Lima Neto G. B., , 2020 *Astronomia Extragaláctica e Cosmologia* <http://www.astro.iag.usp.br/gastao/extragal/ExtraGal2020.pdf> São Paulo
- Lin C. C., Shu F. H., On the Spiral Structure of Disk Galaxies., *ApJ*, 1964, vol. 140, p. 646
- MacArthur L. A., González J. J., Courteau S., Stellar population and kinematic profiles in spiral bulges and discs: population synthesis of integrated spectra, *MNRAS*, 2009, vol. 395, p. 28
- McCall M. L., Rybski P. M., Shields G. A., The chemistry of galaxies. I - The nature of giant extragalactic H II regions, *ApJ*, 1985, vol. 57, p. 1

- Marino R. A., Rosales-Ortega F. F., Sánchez S. F., et al. The O3N2 and N2 abundance indicators revisited: improved calibrations based on CALIFA and $i_c T_i / i_c$ $j_{sub} e_j / sub_j$ -based literature data, *A&A*, 2013, vol. 559
- Martin P., Roy J. R., The Oxygen Distribution in NGC 3359 or a Disk Galaxy in the Early Phase of Bar Formation, *ApJ*, 1995, vol. 445, p. 161
- Matteucci F., Francois P., Galactic chemical evolution : abundance gradients of individual elements., *MNRAS*, 1989, vol. 239, p. 885
- Méndez-Abreu J., Ruiz-Lara T., Sánchez-Menguiano L., de Lorenzo-Cáceres A., Costantin L., Catalán-Torrecilla C., Florido E., et al. Two-dimensional multi-component photometric decomposition of CALIFA galaxies, *A&A*, 2017, vol. 598, p. A32
- Mollá M., Díaz Á. I., Cavichia O., Gibson B. K., Maciel W. J., Costa R. D. D., Ascasibar Y., Few C. G., The time evolution of the Milky Way's oxygen abundance gradient, *MNRAS*, 2019, vol. 482, p. 3071
- Mukaka M., Statistics Corner: A guide to appropriate use of Correlation coefficient in medical research, *Malawi medical journal : the journal of Medical Association of Malawi*, 2012, vol. 24, p. 69
- Narisetty N. N., , 2020 in Srinivasa Rao A. S. R., Rao C. R., eds, *Handbook of Statistics, Vol. 43, Principles and Methods for Data Science*. Elsevier pp 207–248
- Ocvirk P., Pichon C., Lançon A., Thiébaud E., STECMAP: STEllar Content from high-resolution galactic spectra via Maximum A Posteriori, *MNRAS*, 2006, vol. 365, p. 46
- Osterbrock D. E., Active Galactic Nuclei, *Annals of the New York Academy of Sciences*, 1989, vol. 571, p. 99
- Osterbrock D. E., Ferland G. J., *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. University Science Books Sausalito, California, USA, 2006, 461 p.
- Pagel B. E. J., Edmunds M. G., Blackwell D. E., Chun M. S., Smith G., On the composition of H II regions in southern galaxies - I. NGC 300 and 1365., *MNRAS*, 1979, vol. 189, p. 95

- Panter B., Heavens A. F., Jimenez R., Star formation and metallicity history of the SDSS galaxy survey: unlocking the fossil record, *MNRAS*, 2003, vol. 343, p. 1145
- Pearson K., X. On the criterion that a given system of deviations from the probable in the case of a correlated system of variables is such that it can be reasonably supposed to have arisen from random sampling, *The London, Edinburgh, and Dublin Philosophical Magazine and Journal of Science*, 1900, vol. 50, p. 157
- Peimbert M., Costero R., Chemical Abundances in Galactic HII Regions, *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 1969, vol. 5, p. 3
- Pérez E., Cid Fernandes R., González Delgado R. M., García-Benito R., Sánchez S. F., Husemann B., Mast D., Rodón CALIFA Collaboration The Evolution of Galaxies Resolved in Space and Time: A View of Inside-out Growth from the CALIFA Survey, *ApJ*, 2013, vol. 764, p. L1
- Pérez-Montero E., Contini T., The impact of the nitrogen-to-oxygen ratio on ionized nebula diagnostics based on [NII] emission lines, *MNRAS*, 2009, vol. 398, p. 949
- Pettini M., Pagel B. E. J., [O III]/[N II] as an Abundance Indicator at High Redshift, *MNRAS*, 2004, vol. 348, p. L59–L63
- Pilgrim C., Piecewise-regression (aka segmented regression) in Python, *Journal of Open Source Software*, 2021, vol. 6, p. 3859
- Pilyugin L. S., Ferrini F., Shkvarun R. V., On the oxygen abundance in our Galaxy, *A&A*, 2003, vol. 401, p. 557
- Pilyugin L. S., Grebel E. K., Zinchenko I. A., Nefedyev Y. A., Shulga V. M., Wei H., Berczik P. P., Validity of abundances derived from spaxel spectra of the MaNGA survey, *A&A*, 2018, vol. 613, p. A1
- Pilyugin L. S., Vílchez J. M., X. T. T., New improved calibration relations for the determination of electron temperatures and oxygen and nitrogen abundances in HII regions, *ApJ*, 2010, vol. 720, p. 1738
- Prugniel P., Simien F., The fundamental plane of early-type galaxies: non-homology of the spatial structure., *A&A*, 1997, vol. 321, p. 111

- Raimann D., Storchi-Bergmann T., Bica E., Melnick J., Schmitt H., Gas properties of H ii and starburst galaxies: relation with the stellar population, *MNRAS*, 2000, vol. 316, p. 559
- Reynolds R. J., Sterling N. C., Haffner L. M., Tufte S. L., Detection of [N II] λ 5755 Emission from Low-Density Ionized Interstellar Gas, *ApJ*, 2001, vol. 548, p. L221
- Rolleston W. R. J., Smartt S. J., Dufton P. L., Ryans R. S. I., The Galactic metallicity gradient, *A&A*, 2000, vol. 363, p. 537
- Rosales-Ortega F. F., Díaz A. I., Kennicutt R. C., Sánchez S. F., PPAK wide-field Integral Field Spectroscopy of NGC 628 - II. Emission line abundance analysis, *MNRAS*, 2011, vol. 415, p. 2439
- Roth M. M., Kelz A., Fechner T., et al. T. H., PMAS: The Potsdam Multi-Aperture Spectrophotometer. I. Design, Manufacture, and Performance, *PASP*, 2005, vol. 117, p. 620–642
- Sánchez S. F., Techniques for reducing fiber-fed and integral-field spectroscopy data: An implementation on R3D, *Astronomische Nachrichten*, 2006, vol. 327, p. 850
- Sánchez S. F., Jahnke K., Wisotzki L., McIntosh D. H., Bell E. F., Barden M., Beckwith S. V. W., Borch A., Caldwell J. A. R., Häussler B., Jogee S., Meisenheimer K., Peng C. Y., Rix H. W., Somerville R. S., Wolf C., Colors of Active Galactic Nucleus Host Galaxies at $0.5 < z < 1.1$ from the GEMS Survey, *ApJ*, 2004, vol. 614, p. 586
- Sánchez S. F., Pérez E., Rosales-Ortega F. F., Miralles-Caballero D., López-Sánchez A. R., Iglesias-Páramo J., Marino R. A., Sánchez-Menguiano L., García-Benito et al. Imprints of galaxy evolution on H II regions. Memory of the past uncovered by the CALIFA survey, *A&A*, 2015, vol. 574, p. A47
- Sánchez S. F., Rosales-Ortega F. F., Jungwiert B., CALIFA Collaboration Mass-metallicity relation explored with CALIFA. I. Is there a dependence on the star-formation rate?, *A&A*, 2013, vol. 554, p. A58
- Sánchez S. F., Rosales-Ortega F. F., Marino R. A., et al. Integral field spectroscopy of a sample of nearby galaxies. II. Properties of the H ii regions, *A&A*, 2012, vol. 546, p. A2

- Sánchez-Menguiano L., Sánchez S. F., Pérez I., Ruiz-Lara T., Galbany L., Anderson J. P., Kuncarayakti H., Arm-interarm gas abundance variations explored with MUSE: the role of spiral structure in the chemical enrichment of galaxies, *MNRAS*, 2020, vol. 492, p. 4149
- Sani E., Marconi A., Hunt L. K., Risaliti G., The Spitzer/IRAC view of black hole-bulge scaling relations, *MNRAS*, 2011, vol. 413, p. 1479
- Sarzi M., Falcón-Barroso J., Davies R. L., Bacon R., Bureau M., Cappellari M., de Zeeuw P. T., Emsellem E., Fathi K., Krajnović D., Kuntschner H., McDermid R. M., Peletier R. F., The SAURON project - V. Integral-field emission-line kinematics of 48 elliptical and lenticular galaxies, *MNRAS*, 2006, vol. 366, p. 1151
- Scarano S., *Curvas de Rotação e Gradientes de Metalicidade de Galáxias Espirais: o Papel da Corrotação e Novas Observações*, Universidade de São Paulo, 2008, Tese de Doutorado
- Scarano S., Madsen F. R. H., Roy N., Lépine J. R. D., H α aperture synthesis and optical observations of the pair of galaxies NGC 6907 and 6908, *MNRAS*, 2008, vol. 386, p. 963–972
- Schawinski K., Thomas D., Sarzi M., Maraston C., Kaviraj S., Joo S. J., Yi S. K., Silk J., Observational evidence for AGN feedback in early-type galaxies, *MNRAS*, 2007, vol. 382, p. 1415
- Schneider P., *Extragalactic Astronomy and Cosmology*. Springer Bonn, Germany, 2006
- Schwarz G., Estimating the Dimension of a Model, *The Annals of Statistics*, 1978, vol. 6, p. 461
- Searle L., Evidence for Composition Gradients across the Disks of Spiral Galaxies, *ApJ*, 1971, vol. 168, p. 327
- Sharpless S., A Study of the Orion Aggregate of Early-Type Stars., *ApJ*, 1952, vol. 116, p. 251
- Shaver P. A., McGee R. X., Newton L. M., Danks A. C., Pottasch S. R., The galactic abundance gradient, *MNRAS*, 1983, vol. 204, p. 53

- Singh R., van de Ven G., Jahnke K., Lyubenova M., Falcón-Barroso J., Alves J., Cid Fernandes R., Galbany L., García-Benito R., Husemann B., Kennicutt et al. The nature of LINER galaxies: Ubiquitous hot old stars and rare accreting black holes, *A&A*, 2013, vol. 558, p. A43
- Stanghellini L., Magrini L., Villaver E., Galli D., The population of planetary nebulae and Hions in M - A study of radial metallicity gradients and chemical evolution, *A&A*, 2010, vol. 521, p. A3
- Stasińska G., Cid Fernandes R., Mateus A., Sodr e L., Asari N. V., Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies – III. How to distinguish AGN hosts, *MNRAS*, 2006, vol. 371, p. 972
- Storchi-Bergmann T., Calzetti D., Kinney A. L., Ultraviolet to Near-Infrared Spectral Distributions of Star-forming Galaxies: Metallicity and Age Effects, *ApJ*, 1994, vol. 429, p. 572
- Sánchez S. F., García-Benito R., Zibetti S., et al. CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. Third public data release, *A&A*, 2016, vol. 594, p. A36
- Sánchez S. F., Kennicutt R. C., de Paz A. G., et al. CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey, *A&A*, 2012, vol. 538, p. A8
- Sánchez S. F., Pérez E., Sánchez-Blázquez P., et al. Pipe3D, a pipeline to analyze Integral Field Spectroscopy data: I. New fitting philosophy of FIT3D, *Revista mexicana de astronomia e astrof sica*, 2015, vol. 52, p. 21
- Sánchez S. F., Rosales-Ortega F. F., Iglesias-Páramo J., et al. A characteristic oxygen abundance gradient in galaxy disks unveiled with CALIFA, *A&A*, 2014, vol. 563, p. A49
- Sánchez-Menguiano L., Sánchez S. F., Pérez I., et al. Shape of the oxygen abundance profiles in CALIFA face-on spiral galaxies, *A&A*, 2016, vol. 587, p. A70
- Sánchez-Menguiano L., Sánchez S. F., Pérez I., Ruiz-Lara T., Galbany L., Anderson J. P., Kr hler T., Kuncarayakti H., Lyman J. D., The shape of oxygen abundance profiles explored with MUSE: evidence for widespread deviations from single gradients, *A&A*, 2018, vol. 609, p. A119

- Thilker D. A., Braun R., Walterbos R. A. M., HIIPHOT: Automated Photometry of H II Regions Applied to M51, *AJ*, 2000, vol. 120, p. 3070
- Tinsley B. M., *Evolution of the Stars and Gas in Galaxies*, *Fund. Cosmic Phys.*, 1980, vol. 5, p. 287
- Tojeiro R., Heavens A. F., Jimenez R., Panter B., Recovering galaxy star formation and metallicity histories from spectra using VESPA, *MNRAS*, 2007, vol. 381, p. 1252
- Tremonti C. A., Heckman T. M., Kauffmann G., Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., Seibert M., Peng E. W., Schlegel D. J., Uomoto A., Fukugita M., Brinkmann J., The Origin of the Mass-Metallicity Relation: Insights from 53,000 Star-forming Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey, *ApJ*, 2004, vol. 613, p. 898
- Uchida M. M. M., *Evolução química de discos espirais: A Via Láctea e galáxias espirais próximas*, Universidade de São Paulo e Università degli Studi di Trieste, 2010, Tese de Doutorado, 177 p.
- Vale Asari N., Couto G. S., Cid Fernandes R., Stasińska G., de Amorim A. L., Ruschel-Dutra D., Werle A., Florido T. Z., Diffuse ionized gas and its effects on nebular metallicity estimates of star-forming galaxies, *MNRAS*, 2019, vol. 489, p. 4721
- van Zee L., Salzer J. J., Haynes M. P., O'Donoghue A. A., Balonek T. J., Spectroscopy of Outlying H II Regions in Spiral Galaxies: Abundances and Radial Gradients, *AJ*, 1998, vol. 116, p. 2805
- Vazdekis A., Sánchez-Blázquez P., Falcón-Barroso J., Cenarro A. J., Beasley M. A., Cardiel N., Gorgas J., Peletier R. F., Evolutionary stellar population synthesis with MILES - I. The base models and a new line index system, *MNRAS*, 2010, vol. 404, p. 1639
- Vilchez J. M., Esteban C., The chemical composition of HII regions in the outer Galaxy, *MNRAS*, 1996, vol. 280, p. 720
- Vogt F. P. A., Dopita M. A., Kewley L. J., Sutherland R. S., Scharwächter J., Basurrah H. M., Ali A., Amer M. A., Galaxy Emission Line Classification Using Three-dimensional Line Ratio Diagrams, *ApJ*, 2014, vol. 793, p. 127

-
- Vogt F. P. A., Pérez E., Dopita M. A., Verdes-Montenegro L., Borthakur S., Evidence for azimuthal variations of the oxygen-abundance gradient tracing the spiral structure of the galaxy HCG 91c, *A&A*, 2017, vol. 601, p. A61
- Walcher C. J., Lamareille F., Vergani D., et al. The VVDS-SWIRE-GALEX-CFHTLS surveys: physical properties of galaxies at z below 1.2 from photometric data, *A&A*, 2008, vol. 491, p. 713
- Walcher C. J., Wisotzki L., Bekeraité S., et al. CALIFA: a diameter-selected sample for an integral field spectroscopy galaxy survey, *A&A*, 2014, vol. 569, p. A1
- Walcher J., Groves B., Budavári T., Dale D., Fitting the integrated spectral energy distributions of galaxies, *Ap&SS*, 2011, vol. 331, p. 1
- Zaritsky D., Kennicutt R. C. J., Huchra J. P., H II regions and the abundance properties of spiral galaxies, *ApJ*, 1994, vol. 420, p. 87
- Zinchenko I. A., Pilyugin L. S., Grebel E. K., Sánchez S. F., Vílchez J. M., Oxygen abundance maps of CALIFA galaxies, *MNRAS*, 2016, vol. 462, p. 2715
- Zurita A., Rozas M., Beckman J. E., The origin of the ionization of the diffuse interstellar medium in spiral galaxies. I. Photometric measurements, *A&A*, 2000, vol. 363, p. 9

Apêndice

Apêndice A

Propriedades gerais das galáxias da amostra

A tabela A abaixo contém informações das principais propriedades das galáxias e dos bojos da amostra. As colunas da tabela correspondem as seguintes identificações:

- (a) nome da galáxia;
- (b) coordenada ascensão reta em horas;
- (c) coordenada declinação em graus;
- (d) tipo morfológico da classificação de Hubble, sendo galáxias barradas (B), não barradas (A) e galáxias intermediárias que podem ou não apresentar uma barra (AB);
- (e) $\log(M_*/M_\odot)$ da galáxia em unidades de M_\odot ;
- (f) raio efetivo da galáxia em unidades de kpc;
- (g) $\log(M_b/M_\odot)$ do bojo em unidades de M_\odot ;
- (h) raio efetivo do bojo em unidades de kpc;
- (i) brilho superficial do bojo em unidades de $\text{mag}/\text{arcsec}^2$;
- (j) *redshift*;
- (k) distância da galáxia em Mpc;
- (l) ângulo de posição do disco da galáxia em graus;
- (m) razão entre os semi eixos menor e maior da galáxia;
- (n) inclinação da galáxia em relação à linha de visada em graus.

Tabela A.1 - Propriedades fundamentais das galáxias da amostra

Name	RA	DEC	Morph	$\log(M_*)$	$r_{e,*}$	$\log(M_b)$	$r_{e,b}$	μ_b	z	Dist	PA	b/a	i
	[h]	[°]	type	[M_\odot]	[kpc]	[M_\odot]	[kpc]	[mag/'' ²]		[Mpc]	[°]		[°]
(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	(g)	(h)	(i)	(j)	(k)	(l)	(m)	(n)
IC0159	1.77	-8.64	SBdm	9.8	5.7	9.2	0.9	21.1	0.013	57	16	0.78	40
IC0674	11.19	43.63	SBab	10.9	10.9	9.7	2.1	21.4	0.026	107	125	0.65	50
IC0776	12.32	8.86	SAdm	9.3	7.0	8.7	1.4	23.1	0.010	35	85	0.56	56
IC1151	15.98	17.44	SBcd	9.8	4.7	8.1	0.3	21.2	0.009	31	39	0.49	61
IC1256	17.40	26.49	SABb	10.3	6.0	-	-	-	0.018	66	90	0.59	54
IC1683	1.38	34.44	SABb	10.6	5.0	-	-	-	0.016	71	-14	0.59	54
IC4566	15.61	43.54	SBb	10.9	9.1	9.3	0.5	19.7	0.021	80	148	0.69	47
IC5309	23.32	8.11	SABc	10.3	3.5	9.4	1.4	21.8	0.014	57	21	0.49	61
MCG-01-10-019	3.68	-6.42	SABbc	10.2	12.4	9.2	1.1	21.4	0.017	75	12	0.58	55
NGC0001	0.12	27.71	SAbc	10.8	6.2	9.9	2.2	21.3	0.015	66	108	0.80	37
NGC0036	0.19	6.39	SBb	10.9	15.3	9.6	4.1	22.9	0.020	88	77	0.65	50
NGC0160	0.60	23.96	SAa	11.0	11.7	10.2	2.3	20.9	0.017	75	49	0.63	52
NGC0165	0.61	-10.11	SBb	10.6	13.3	9.6	0.8	20.1	0.019	84	88	0.82	35
NGC0180	0.63	8.64	SBb	10.9	13.1	9.4	0.6	19.9	0.017	75	159	0.64	51
NGC0214	0.69	25.50	SABbc	10.8	6.9	9.3	0.5	19.5	0.015	66	62	0.66	49
NGC0234	0.73	14.34	SABc	10.7	6.3	9.2	0.5	20.0	0.015	62	75	0.85	32
NGC0237	0.72	-0.12	SBc	10.3	4.2	9.4	1.0	21.1	0.014	57	144	0.57	56
NGC0257	0.80	8.30	SAc	10.8	8.9	9.6	0.8	20.0	0.017	75	92	0.58	56
NGC0309	0.95	-9.91	SBcd	10.8	13.5	8.9	0.4	19.7	0.018	80	108	0.84	33
NGC0447	1.26	33.07	SBa	11.1	13.8	-	-	-	0.018	80	20	0.60	54
NGC0477	1.36	40.49	SABbc	10.5	14.5	9.3	0.8	20.7	0.019	84	-38	0.66	50
NGC0496	1.39	33.53	SAcd	10.4	11.4	8.2	0.3	20.5	0.020	88	38	0.58	55
NGC0570	1.48	-0.95	SBb	11.0	9.0	-	-	-	0.018	80	102	0.70	46
NGC0681	1.82	-10.43	SABa	10.5	3.7	-	-	-	0.006	22	69	0.65	50
NGC0716	1.88	12.71	SABb	10.6	5.8	-	-	-	0.015	66	57	0.64	51
NGC0768	1.98	0.53	SBc	10.5	10.9	9.1	2.2	22.8	0.023	102	-65	0.55	57
NGC0776	2.00	23.64	SBb	10.7	7.1	9.6	0.6	19.3	0.016	71	141	0.69	47
NGC0787	2.01	-9.00	SAa	11.0	6.8	9.7	0.7	19.5	0.015	66	81	0.81	37
NGC0873	2.28	-11.35	SAcd	10.4	4.5	9.1	0.2	18.2	0.013	57	122	0.86	32
NGC0941	2.47	-1.15	SAcd	9.3	2.8	-	-	-	0.005	22	156	0.87	30
NGC0976	2.57	20.98	SAbc	10.8	5.9	9.6	0.7	19.7	0.014	62	170	0.81	36
NGC0991	2.59	-7.15	SABcd	9.6	3.8	-	-	-	0.005	22	85	0.92	23
NGC1056	2.71	28.57	SAa	10.0	3.4	-	-	-	0.005	22	-24	0.57	56

Continua na próxima página

Tabela A.1 – *Continuação*

Name	RA	DEC	Morph	$\log(M_*)$	$r_{e,*}$	$\log(M_b)$	$r_{e,b}$	μ_b	z	Dist	PA	b/a	i
	[h]	[°]	type	[M_\odot]	[kpc]	[M_\odot]	[kpc]	[mag/'' ²]		[Mpc]	[°]	(m)	[°]
(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	(g)	(h)	(i)	(j)	(k)	(l)	(m)	(n)
NGC1070	2.72	4.97	SAb	10.9	7.2	9.2	0.4	19.3	0.013	57	182	0.82	35
NGC1093	2.80	34.42	SBbc	10.5	7.4	9.6	1.6	21.5	0.017	75	109	0.62	52
NGC1094	2.79	-0.29	SABb	10.7	7.8	9.4	0.4	18.9	0.021	93	90	0.71	46
NGC1659	4.77	-4.79	SABbc	10.5	6.4	9.9	0.2	15.9	0.015	64	45	0.59	55
NGC1667	4.81	-6.32	SBbc	10.9	5.1	8.9	0.3	19.1	0.015	66	-7	0.64	51
NGC2253	6.73	65.21	SBbc	10.5	2.3	9.0	0.2	18.6	0.013	48	137	0.87	30
NGC2347	7.27	64.71	SABbc	10.9	5.9	9.3	3.1	23.0	0.015	62	8	0.64	51
NGC2449	7.79	26.93	SABab	10.9	5.7	-	-	-	0.017	71	210	0.50	61
NGC2487	7.97	25.15	SBb	10.8	11.8	9.2	0.6	20.1	0.017	71	42	0.67	48
NGC2530	8.13	17.82	SABd	10.2	9.2	9.0	0.8	20.9	0.017	71	107	0.80	38
NGC2540	8.21	26.36	SBbc	10.5	7.9	-	-	-	0.022	89	131	0.71	45
NGC2543	8.22	36.25	SBbc	10.3	9.5	8.9	0.3	19.1	0.009	39	48	0.60	54
NGC2558	8.32	20.51	SABb	10.8	9.1	9.7	0.6	19.3	0.017	75	-21	0.63	51
NGC2565	8.33	22.03	SBb	10.7	5.6	9.9	0.4	17.9	0.013	48	-13	0.46	63
NGC2595	8.46	21.48	SABc	10.6	12.4	9.9	1.0	20.1	0.015	66	-9	0.70	46
NGC2604	8.56	29.54	SBd	9.7	3.7	-	-	-	0.008	31	-9	0.88	29
NGC2638	8.71	37.22	SAb	10.8	5.0	-	-	-	0.014	58	64	0.49	62
NGC2639	8.73	50.21	SAa	11.2	4.2	-	-	-	0.012	44	-46	0.51	60
NGC2730	9.04	16.84	SBcd	10.1	7.0	8.7	0.7	21.7	0.014	53	65	0.64	51
NGC2805	9.34	64.10	SAC	10.1	5.8	9.1	2.7	23.7	0.007	22	18	0.76	41
NGC2906	9.54	8.44	SAbc	10.4	3.0	8.6	0.2	19.1	0.008	31	87	0.51	60
NGC2916	9.58	21.71	SAbc	10.8	7.3	9.3	0.7	20.3	0.014	53	13	0.59	55
NGC3057	10.09	80.29	SBdm	9.1	4.9	-	-	-	0.006	22	182	0.58	55
NGC3106	10.07	31.19	SAab	11.2	12.5	-	-	-	0.022	89	141	0.93	22
NGC3381	10.81	34.71	SBd	9.7	2.2	7.7	0.1	20.5	0.007	22	48	0.71	46
NGC3614	11.31	45.75	SABbc	10.2	7.3	8.3	1.2	23.5	0.009	31	98	0.72	44
NGC3687	11.47	29.51	SBb	10.3	3.9	8.5	0.2	19.2	0.010	35	156	0.92	24
NGC3811	11.69	47.69	SBbc	10.4	4.6	9.3	0.3	18.4	0.012	44	13	0.62	52
NGC3994	11.96	32.28	SABbc	10.4	3.4	9.0	0.3	18.8	0.012	44	9	0.47	63
NGC4047	12.05	48.64	SAbc	10.7	4.4	9.3	1.3	21.7	0.013	48	99	0.79	38
NGC4185	12.22	28.51	SABbc	10.7	8.6	8.9	0.5	20.7	0.015	53	169	0.64	51
NGC4210	12.25	65.99	SBb	10.3	3.9	8.6	0.3	20.1	0.011	39	91	0.73	44
NGC4470	12.49	7.82	SAC	10.0	2.6	-	-	-	0.009	31	3	0.66	50
NGC4644	12.71	55.15	SAb	10.4	6.6	9.1	1.2	21.9	0.018	71	48	0.45	64

Continua na próxima página

Tabela A.1 – *Continuação*

Name	RA	DEC	Morph	$\log(M_*)$	$r_{e,*}$	$\log(M_b)$	$r_{e,b}$	μ_b	z	Dist	PA	b/a	i
	[h]	[°]	type	[M_\odot]	[kpc]	[M_\odot]	[kpc]	[mag/' ²]		[Mpc]	[°]	(m)	[°]
(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	(g)	(h)	(i)	(j)	(k)	(l)	(m)	(n)
NGC4711	12.81	35.33	SAbc	10.3	4.2	8.2	0.3	20.6	0.015	57	43	0.44	65
NGC4961	13.10	27.73	SBcd	9.7	3.1	8.0	0.2	21.1	0.010	35	107	0.66	50
NGC5000	13.16	28.91	SBbc	10.7	7.3	8.8	0.5	20.4	0.021	80	82	0.60	53
NGC5016	13.20	24.10	SAbc	10.2	3.6	-	-	-	0.011	35	58	0.73	44
NGC5056	13.27	30.95	SABc	10.5	7.8	8.9	1.1	22.0	0.021	80	180	0.59	55
NGC5157	13.45	32.03	SBab	11.2	9.5	-	-	-	0.026	106	129	0.73	44
NGC5205	13.50	62.51	SBbc	9.9	2.6	8.3	0.2	19.9	0.007	22	147	0.67	49
NGC5218	13.54	62.77	SBab	10.7	3.8	-	-	-	0.011	39	91	0.56	57
NGC5267	13.68	38.79	SBab	11.0	8.1	9.4	0.6	19.9	0.022	84	44	0.49	62
NGC5320	13.84	41.37	SABbc	10.3	6.3	8.4	0.4	21.3	0.011	35	123	0.55	57
NGC5376	13.92	59.51	SABb	10.5	2.7	8.7	0.3	20.0	0.009	26	65	0.62	53
NGC5378	13.95	37.80	SBb	10.6	5.6	-	-	-	0.012	40	60	0.63	52
NGC5406	14.01	38.92	SBb	11.3	8.9	9.8	0.6	19.0	0.019	75	68	0.88	28
NGC5480	14.11	50.73	SAcd	10.1	2.4	8.6	0.2	19.4	0.008	26	159	0.67	48
NGC5519	14.24	7.52	SBb	10.8	17.8	9.2	1.8	22.1	0.027	107	89	0.71	45
NGC5520	14.21	50.35	SAbc	9.9	2.6	-	-	-	0.008	26	66	0.57	56
NGC5525	14.26	14.28	SAa	11.3	9.3	-	-	-	0.021	89	23	0.59	54
NGC5533	14.27	35.34	SAab	11.2	11.8	10.1	2.3	20.9	0.015	53	30	0.61	53
NGC5622	14.44	48.56	SAbc	10.2	5.5	8.4	0.5	21.7	0.015	53	-9	0.50	61
NGC5656	14.51	35.32	SAb	10.6	3.5	9.0	0.3	18.9	0.013	44	56	0.63	52
NGC5657	14.51	29.18	SBbc	10.3	6.2	9.4	0.7	20.1	0.015	57	182	0.53	59
NGC5665	14.54	8.08	SABc	10.2	3.7	9.0	0.5	20.5	0.009	31	158	0.84	34
NGC5720	14.64	50.82	SBbc	10.8	11.6	9.6	0.6	19.3	0.028	111	129	0.65	50
NGC5732	14.68	38.64	SAbc	9.9	5.6	8.4	0.3	20.9	0.014	53	40	0.58	55
NGC5735	14.71	28.73	SBbc	10.4	6.8	8.5	0.3	20.6	0.015	53	87	0.83	34
NGC5772	14.86	40.60	SAab	11.0	8.5	9.7	0.6	19.1	0.018	71	39	0.57	56
NGC5829	15.05	23.33	SAc	11.1	9.6	9.3	1.4	21.9	0.021	80	96	0.76	41
NGC5888	15.22	41.26	SBb	11.2	10.8	-	-	-	0.031	125	158	0.54	58
NGC5957	15.59	12.05	SBb	10.3	3.7	8.6	0.4	20.6	0.008	26	89	0.75	42
NGC5971	15.59	56.46	SABb	10.3	5.6	9.4	2.8	22.7	0.016	48	128	0.49	61
NGC6004	15.84	18.94	SBbc	10.7	6.6	8.7	0.2	19.1	0.015	53	73	0.94	20
NGC6063	16.12	7.98	SAbc	10.1	5.2	7.5	0.3	22.5	0.011	39	152	0.60	53
NGC6154	16.43	49.84	SBab	10.9	9.0	-	-	-	0.022	88	134	0.65	50
NGC6155	16.44	48.37	SAc	10.1	2.9	8.4	0.2	19.5	0.010	35	149	0.68	47

Continua na próxima página

Tabela A.1 – *Continuação*

Name	RA	DEC	Morph	$\log(M_*)$	$r_{e,*}$	$\log(M_b)$	$r_{e,b}$	μ_b	z	Dist	PA	b/a	i
	[h]	[°]	type	[M_\odot]	[kpc]	[M_\odot]	[kpc]	[mag/' ²]		[Mpc]	[°]	(m)	[°]
(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	(g)	(h)	(i)	(j)	(k)	(l)	(m)	(n)
NGC6301	17.14	42.34	SABc	11.0	15.1	9.1	0.7	21.0	0.029	120	109	0.60	54
NGC6314	17.21	23.27	SAab	11.2	8.8	-	-	-	0.024	97	176	0.51	60
NGC6941	20.61	-4.62	SBb	10.9	11.6	9.6	0.8	20.0	0.022	89	122	0.73	44
NGC7311	22.57	5.57	SAa	11.1	5.7	10.1	0.7	18.7	0.015	66	13	0.49	61
NGC7321	22.61	21.62	SBbc	10.9	9.6	9.5	0.4	18.6	0.024	102	31	0.69	47
NGC7364	22.74	-0.16	SAab	10.9	6.0	10.5	6.3	22.2	0.016	71	65	0.65	50
NGC7466	23.03	27.05	SABc	10.8	12.3	9.4	1.8	21.6	0.025	107	201	0.53	59
NGC7489	23.13	23.00	SABc	10.5	10.6	-	-	-	0.021	89	165	0.55	58
NGC7549	23.25	19.04	SBbc	10.6	8.8	10.0	2.8	21.8	0.016	66	140	0.75	42
NGC7591	23.30	6.59	SBbc	10.8	8.4	10.0	1.8	20.9	0.016	71	160	0.59	55
NGC7631	23.36	8.22	SAb	10.5	7.0	9.3	3.0	23.1	0.013	53	76	0.44	65
NGC7653	23.41	15.28	SAb	10.5	6.3	9.4	1.5	21.4	0.014	62	163	0.88	28
NGC7691	23.54	15.85	SBbc	10.2	8.9	8.3	0.6	22.4	0.013	57	157	0.78	39
NGC7716	23.61	0.30	SAb	10.4	4.2	9.3	0.3	18.5	0.009	35	27	0.71	45
NGC7722	23.64	15.95	SAab	11.2	9.1	-	-	-	0.013	57	144	0.87	29
NGC7782	23.90	7.97	SAb	11.1	10.7	9.7	0.8	19.9	0.018	75	178	0.55	57
NGC7787	23.94	0.55	SABab	10.6	8.8	9.4	2.3	22.5	0.022	97	3	0.63	51
NGC7819	0.07	31.47	SAc	10.4	8.4	9.6	0.8	20.0	0.016	71	87	0.53	59
NGC7824	0.09	6.92	SAab	11.2	11.9	-	-	-	0.020	88	160	0.75	42
UGC00005	0.05	-1.91	SABc	10.8	10.0	8.9	0.5	20.6	0.024	106	235	0.54	58
UGC00036	0.09	6.77	SABab	11.0	8.7	-	-	-	0.021	89	9	0.60	54
UGC01918	2.46	25.67	SBb	10.7	8.0	8.9	0.3	19.5	0.017	71	-60	0.54	58
UGC02311	2.82	-0.87	SBbc	10.7	8.2	9.7	0.6	19.0	0.023	102	43	0.55	58
UGC02443	2.97	-2.04	SACd	9.6	3.4	7.3	0.3	22.6	0.008	35	-16	0.55	58
UGC03253	5.33	84.05	SBb	10.4	6.0	9.0	0.3	19.3	0.015	57	67	0.62	52
UGC03944	7.64	37.63	SABbc	10.0	5.6	-	-	-	0.014	53	-56	0.49	62
UGC03973	7.71	49.81	SBbc	10.8	7.7	9.5	0.3	17.0	0.023	97	105	0.54	58
UGC03995	7.74	29.25	SBb	10.9	12.8	9.6	0.7	19.7	0.016	66	103	0.46	64
UGC04145	7.99	15.39	SABa	11.0	7.6	10.1	0.5	17.8	0.016	88	133	0.47	63
UGC04195	8.09	66.78	SBb	10.5	7.8	8.9	0.4	20.2	0.017	71	112	0.62	53
UGC04262	8.32	83.27	SABbc	10.6	11.6	9.6	1.0	20.4	0.020	80	154	0.71	46
UGC04308	8.29	21.69	SBc	10.3	6.0	8.5	0.3	19.8	0.013	48	111	0.76	41
UGC05108	9.59	29.81	SBb	10.9	17.2	-	-	-	0.028	116	135	0.77	40
UGC05520	10.25	65.14	SBcd	9.8	5.7	9.5	0.9	20.6	0.012	52	99	0.48	62

Continua na próxima página

Tabela A.1 – *Continuação*

Name	RA	DEC	Morph	$\log(M_*)$	$r_{e,*}$	$\log(M_b)$	$r_{e,b}$	μ_b	z	Dist	PA	b/a	i
	[h]	[°]	type	[M_\odot]	[kpc]	[M_\odot]	[kpc]	[mag/' ²]		[Mpc]	[°]	(m)	[°]
(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	(g)	(h)	(i)	(j)	(k)	(l)	(m)	(n)
UGC06312	11.30	7.84	SAab	11.0	13.2	-	-	-	0.023	93	48	0.45	64
UGC07012	12.03	29.85	SABcd	9.4	4.5	8.6	0.7	22.0	0.012	44	13	0.54	58
UGC08733	13.81	43.41	SBdm	9.4	4.5	-	-	-	0.010	31	187	0.49	61
UGC08781	13.87	21.54	SBb	11.1	16.6	9.8	0.9	19.8	0.027	111	171	0.52	59
UGC09110	14.24	15.62	SABb	10.2	9.0	9.2	0.3	18.7	0.018	76	21	0.45	64
UGC09291	14.48	39.00	SACd	10.3	6.1	7.8	0.4	22.4	0.012	39	107	0.52	59
UGC09476	14.69	44.51	SAbc	10.2	4.7	8.4	0.4	21.1	0.013	44	117	0.63	51
UGC09759	15.18	55.35	SAab	10.2	5.6	-	-	-	0.013	48	51	0.45	65
UGC09777	15.24	20.48	SAbc	10.3	6.7	9.0	1.5	22.6	0.018	66	145	0.60	54
UGC09842	15.42	37.96	SBbc	10.7	13.7	9.6	2.8	22.8	0.032	129	-12	0.50	61
UGC10796	17.28	61.92	SABcd	9.4	4.8	9.3	2.1	22.5	0.012	44	114	0.49	62
UGC11649	20.92	-1.23	SBab	10.6	5.7	-	-	-	0.013	53	94	0.88	29
UGC11680NED01	21.13	3.87	SBb	11.1	14.0	-	-	-	0.026	113	101	0.77	40
UGC12185	22.79	31.37	SBb	10.7	8.2	9.3	0.7	20.1	0.022	93	145	0.47	63
UGC12224	22.88	6.09	SAC	10.1	7.5	8.6	0.5	21.1	0.012	48	31	0.83	34
UGC12633	23.50	15.76	SABab	10.3	6.8	-	-	-	0.014	57	146	0.69	47
UGC12767	23.75	7.04	SBb	11.0	12.3	-	-	-	0.017	75	34	0.87	29
UGC12816	23.86	3.08	SAC	9.8	8.6	9.6	2.6	22.6	0.018	75	145	0.62	52
UGCA021	1.82	-10.06	SBdm	9.5	4.9	8.0	0.4	21.9	0.006	26	109	0.94	20

Fim da tabela

Apêndice B

Dados dos ajustes dos gradientes de abundância de oxigênio

A tabela B abaixo contém as informações dos coeficientes dos ajustes e os gráficos das galáxias ajustadas, considerando a curva de Kauffmann et al. (2003). As colunas da tabela correspondem as seguintes identificações:

- (a) nome da galáxia;
- (b) coeficiente linear b ;
- (c) erro do coeficiente linear b ;
- (d) coeficiente angular a_1 (gradiente interno);
- (e) erro do coeficiente angular a_1 ;
- (f) posição da quebra interna h_1 ;
- (g) erro da posição da quebra interna h_1 ;
- (h) coeficiente angular a_2 (gradiente principal);
- (i) erro do coeficiente angular a_2 ;
- (j) posição do achatamento externo h_2 ;
- (k) erro da posição do achatamento externo h_2 ;
- (l) coeficiente angular a_3 (gradiente externo);
- (m) erro do coeficiente angular a_3 .

Tabela B.1 - Dados dos coeficientes dos ajustes das galáxias da amostra

Name	b	eb	a1	ea1	h1	eh1	a2	ea2	h2	eh2	a3	ea3
(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	(g)	(h)	(i)	(j)	(k)	(l)	(m)
IC0159	8.61	0.03	-	-	-	-	-0.15	0.04	0.89	0.18	-0.04	0.03
IC0674	8.67	0.06	-	-	-	-	-0.06	0.04	-	-	-	-
IC0776	8.39	0.03	-	-	-	-	-0.09	0.04	-	-	-	-
IC1151	8.57	0.02	-	-	-	-	-0.05	0.01	-	-	-	-
IC1256	9.01	0.03	-	-	-	-	-0.26	0.01	-	-	-	-
IC4566	8.78	0.07	-	-	-	-	0.06	0.07	-	-	-	-
IC5309	8.77	0.02	-	-	-	-	-0.04	0.01	-	-	-	-
MCG-01-10-019	8.73	0.08	0.17	0.32	0.37	0.09	-0.46	0.09	0.86	0.09	-0.16	0.04
NGC0001	8.86	0.03	-	-	-	-	-0.08	0.02	-	-	-	-
NGC0036	8.78	0.05	-	-	-	-	-0.05	0.05	-	-	-	-
NGC0160	8.77	0.07	-	-	-	-	-0.07	0.06	-	-	-	-
NGC0165	8.86	0.04	-	-	-	-	-0.13	0.05	-	-	-	-
NGC0180	8.81	0.02	-	-	-	-	-0.05	0.02	-	-	-	-
NGC0214	8.83	0.03	-	-	-	-	-0.09	0.02	-	-	-	-
NGC0234	8.83	0.02	-	-	-	-	-0.04	0.01	-	-	-	-
NGC0237	8.8	0.02	-	-	-	-	-0.08	0.01	-	-	-	-
NGC0257	8.9	0.02	-	-	-	-	-0.15	0.02	-	-	-	-
NGC0309	8.74	0.11	0.19	0.22	0.66	0.07	-0.34	0.05	-	-	-	-
NGC0477	8.89	0.06	-	-	-	-	-0.37	0.1	0.66	0.11	-0.05	0.05
NGC0496	8.87	0.06	-	-	-	-	-0.32	0.14	0.68	0.22	-0.09	0.03
NGC0681	8.61	0.05	-	-	-	-	0.05	0.06	-	-	-	-
NGC0716	8.79	0.05	-	-	-	-	-0.1	0.03	-	-	-	-
NGC0768	8.76	0.03	-	-	-	-	-0.14	0.03	-	-	-	-
NGC0776	8.89	0.04	-	-	-	-	-0.05	0.03	-	-	-	-
NGC0787	8.74	0.07	-	-	-	-	-0.03	0.06	-	-	-	-
NGC0873	8.8	0.02	-	-	-	-	-0.04	0.01	-	-	-	-
NGC0941	8.7	0.03	-	-	-	-	-0.15	0.03	1.2	0.13	0.03	0.05

Continua na próxima página

Tabela B.1 – *Continuação*

Name	b	eb	a1	ea1	h1	eh1	a2	ea2	h2	eh2	a3	ea3
(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	(g)	(h)	(i)	(j)	(k)	(l)	(m)
NGC0976	8.93	0.07	-	-	-	-	-0.27	0.1	1.11	0.25	-0.02	0.05
NGC0991	8.76	0.02	-	-	-	-	-0.19	0.02	-	-	-	-
NGC1056	8.66	0.02	-	-	-	-	-0.11	0.02	-	-	-	-
NGC1070	8.87	0.06	-	-	-	-	-0.06	0.05	-	-	-	-
NGC1093	8.93	0.1	-	-	-	-	-0.21	0.08	1.44	0.2	-0.01	0.05
NGC1094	8.87	0.03	-	-	-	-	-0.16	0.02	-	-	-	-
NGC1659	8.83	0.03	-	-	-	-	-0.13	0.03	1.77	0.32	-0.02	0.04
NGC1667	8.84	0.02	-	-	-	-	-0.06	0.01	-	-	-	-
NGC2253	8.9	0.02	-	-	-	-	-0.06	0.01	-	-	-	-
NGC2347	8.94	0.02	-	-	-	-	-0.2	0.01	-	-	-	-
NGC2487	8.93	0.06	-	-	-	-	-0.12	0.06	-	-	-	-
NGC2530	8.8	0.04	-	-	-	-	-0.31	0.06	0.74	0.12	-0.13	0.03
NGC2540	8.83	0.02	-	-	-	-	-0.14	0.01	-	-	-	-
NGC2543	8.85	0.08	-	-	-	-	-0.46	0.22	0.5	0.08	0.13	0.06
NGC2558	8.69	0.05	-	-	-	-	0.05	0.04	-	-	-	-
NGC2565	9.15	0.38	-	-	-	-	-0.53	0.45	1.0	0.17	0.01	0.02
NGC2595	8.87	0.02	-	-	-	-	-0.16	0.03	-	-	-	-
NGC2604	8.6	0.02	-	-	-	-	-0.15	0.02	1.57	0.12	0.19	0.15
NGC2730	8.76	0.03	-	-	-	-	-0.18	0.04	1.03	0.12	-0.01	0.02
NGC2805	8.69	0.09	0.4	0.39	0.35	0.08	-0.43	0.07	-	-	-	-
NGC2906	8.85	0.04	-	-	-	-	-0.04	0.03	-	-	-	-
NGC2916	8.99	0.04	-	-	-	-	-0.23	0.04	1.3	0.16	-0.09	0.04
NGC3057	8.49	0.03	-	-	-	-	-0.19	0.05	0.96	0.05	0.55	0.21
NGC3381	8.81	0.02	-	-	-	-	-0.11	0.02	1.74	0.13	0.05	0.05
NGC3614	9.01	0.03	-	-	-	-	-0.46	0.04	-	-	-	-
NGC3687	8.88	0.02	-	-	-	-	-0.17	0.02	-	-	-	-
NGC3811	8.86	0.02	-	-	-	-	-0.1	0.01	-	-	-	-
NGC3994	8.73	0.03	-	-	-	-	-0.09	0.04	1.2	0.2	0.04	0.01

Continua na próxima página

Tabela B.1 – *Continuação*

Name	b	eb	a1	ea1	h1	eh1	a2	ea2	h2	eh2	a3	ea3
(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	(g)	(h)	(i)	(j)	(k)	(l)	(m)
NGC4047	8.75	0.05	0.1	0.11	0.69	0.1	-0.21	0.01	-	-	-	-
NGC4185	8.99	0.06	-	-	-	-	-0.21	0.05	-	-	-	-
NGC4210	8.82	0.04	-0.03	0.04	1.38	0.09	-0.26	0.03	-	-	-	-
NGC4470	8.68	0.02	-	-	-	-	-0.08	0.02	1.57	0.05	0.39	0.05
NGC4644	8.84	0.07	-	-	-	-	-0.05	0.03	-	-	-	-
NGC4711	8.81	0.03	-	-	-	-	-0.04	0.01	-	-	-	-
NGC4961	8.76	0.04	-	-	-	-	-0.24	0.04	1.24	0.12	-0.03	0.03
NGC5000	9.4	0.28	-	-	-	-	-0.59	0.3	1.06	0.11	-0.12	0.01
NGC5016	8.91	0.02	-	-	-	-	-0.17	0.02	-	-	-	-
NGC5056	8.86	0.01	-	-	-	-	-0.23	0.01	-	-	-	-
NGC5205	8.81	0.06	-	-	-	-	-0.08	0.04	-	-	-	-
NGC5218	8.7	0.03	-	-	-	-	0.05	0.03	-	-	-	-
NGC5267	8.61	0.07	0.18	0.09	1.24	0.21	-0.05	0.02	-	-	-	-
NGC5320	8.83	0.03	-	-	-	-	-0.2	0.03	1.43	0.16	0.06	0.12
NGC5376	8.88	0.03	-	-	-	-	-0.03	0.02	-	-	-	-
NGC5406	8.75	0.14	0.14	0.17	1.0	0.1	-0.3	0.07	-	-	-	-
NGC5480	8.82	0.02	-	-	-	-	-0.05	0.01	-	-	-	-
NGC5519	8.86	0.03	-	-	-	-	-0.31	0.07	-	-	-	-
NGC5520	8.76	0.02	-	-	-	-	-0.1	0.01	-	-	-	-
NGC5533	8.43	0.16	1.13	0.55	0.34	0.04	-0.13	0.06	-	-	-	-
NGC5622	8.68	0.06	0.01	0.06	1.28	0.28	-0.12	0.03	-	-	-	-
NGC5656	8.87	0.04	-	-	-	-	-0.14	0.03	2.13	0.23	-0.0	0.03
NGC5657	8.79	0.03	-	-	-	-	-0.24	0.05	1.27	0.12	0.09	0.06
NGC5665	8.76	0.02	-	-	-	-	-0.02	0.02	-	-	-	-
NGC5720	8.83	0.13	-	-	-	-	-0.13	0.09	-	-	-	-
NGC5732	8.83	0.05	-	-	-	-	-0.29	0.09	0.87	0.18	-0.08	0.02
NGC5735	8.93	0.04	-	-	-	-	-0.24	0.03	-	-	-	-
NGC5772	8.81	0.03	-	-	-	-	-0.05	0.02	-	-	-	-

Continua na próxima página

Tabela B.1 – *Continuação*

Name	b	eb	a1	ea1	h1	eh1	a2	ea2	h2	eh2	a3	ea3
(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	(g)	(h)	(i)	(j)	(k)	(l)	(m)
NGC5829	8.83	0.02	-	-	-	-	-0.28	0.02	-	-	-	-
NGC5957	8.9	0.05	-	-	-	-	-0.12	0.04	-	-	-	-
NGC5971	8.44	0.02	-	-	-	-	-0.01	0.01	-	-	-	-
NGC6004	8.87	0.02	-	-	-	-	-0.09	0.02	-	-	-	-
NGC6063	8.69	0.04	-	-	-	-	-0.07	0.03	-	-	-	-
NGC6155	8.8	0.02	-	-	-	-	-0.05	0.01	-	-	-	-
NGC6301	8.73	0.06	-	-	-	-	-0.05	0.04	-	-	-	-
NGC6941	8.73	0.08	-	-	-	-	-0.01	0.05	-	-	-	-
NGC7311	8.89	0.05	-	-	-	-	-0.08	0.03	-	-	-	-
NGC7321	8.9	0.04	-	-	-	-	-0.17	0.02	-	-	-	-
NGC7364	8.84	0.04	-	-	-	-	-0.0	0.02	-	-	-	-
NGC7466	8.77	0.02	-	-	-	-	-0.07	0.01	-	-	-	-
NGC7489	8.87	0.05	-	-	-	-	-0.35	0.06	1.21	0.16	-0.1	0.03
NGC7549	8.81	0.03	-	-	-	-	-0.1	0.04	-	-	-	-
NGC7591	8.8	0.03	-	-	-	-	-0.05	0.02	-	-	-	-
NGC7631	8.87	0.04	-	-	-	-	-0.12	0.03	-	-	-	-
NGC7653	8.83	0.04	-0.08	0.07	0.93	0.18	-0.24	0.02	-	-	-	-
NGC7691	8.77	0.07	-0.02	0.16	0.61	0.13	-0.42	0.09	-	-	-	-
NGC7716	8.72	0.02	-	-	-	-	-0.07	0.01	-	-	-	-
NGC7782	8.97	0.05	-	-	-	-	-0.19	0.04	-	-	-	-
NGC7787	8.76	0.04	-	-	-	-	-0.04	0.03	-	-	-	-
NGC7819	8.88	0.02	-	-	-	-	-0.2	0.02	1.93	0.17	-0.07	0.04
UGC00005	8.82	0.02	-	-	-	-	-0.05	0.01	-	-	-	-
UGC01918	8.8	0.04	-	-	-	-	-0.08	0.06	1.29	0.35	0.09	0.03
UGC02311	8.81	0.03	-	-	-	-	-0.07	0.01	-	-	-	-
UGC02443	8.74	0.02	-	-	-	-	-0.07	0.02	-	-	-	-
UGC03253	8.9	0.04	-	-	-	-	-0.17	0.03	1.97	0.13	0.52	0.22
UGC03944	8.64	0.03	-	-	-	-	-0.09	0.01	-	-	-	-

Continua na próxima página

Tabela B.1 – *Continuação*

Name	b	eb	a1	ea1	h1	eh1	a2	ea2	h2	eh2	a3	ea3
(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	(g)	(h)	(i)	(j)	(k)	(l)	(m)
UGC03973	8.66	0.04	-	-	-	-	-0.0	0.02	-	-	-	-
UGC03995	8.73	0.03	-	-	-	-	-0.01	0.03	-	-	-	-
UGC04145	8.63	0.06	-	-	-	-	0.04	0.03	-	-	-	-
UGC04195	8.87	0.04	-	-	-	-	-0.15	0.03	-	-	-	-
UGC04262	8.7	0.04	-	-	-	-	-0.05	0.04	-	-	-	-
UGC04308	8.85	0.02	-	-	-	-	-0.14	0.02	1.96	0.07	0.75	0.23
UGC05108	8.79	0.04	-	-	-	-	-0.15	0.04	-	-	-	-
UGC05520	8.66	0.03	-	-	-	-	-0.16	0.02	2.01	0.22	0.02	0.05
UGC07012	8.69	0.04	-	-	-	-	-0.22	0.04	1.32	0.19	-0.06	0.02
UGC08733	8.7	0.04	-	-	-	-	-0.33	0.07	0.9	0.12	-0.05	0.03
UGC08781	8.88	0.05	-	-	-	-	-0.13	0.04	-	-	-	-
UGC09110	8.63	0.02	-	-	-	-	-0.06	0.01	-	-	-	-
UGC09291	8.76	0.02	-	-	-	-	-0.16	0.02	-	-	-	-
UGC09476	8.83	0.03	-	-	-	-	-0.15	0.05	0.98	0.17	-0.03	0.01
UGC09759	8.62	0.04	-	-	-	-	-0.08	0.03	-	-	-	-
UGC09777	8.73	0.03	-	-	-	-	-0.09	0.02	-	-	-	-
UGC09842	8.75	0.04	-	-	-	-	-0.1	0.02	-	-	-	-
UGC10796	8.54	0.03	-	-	-	-	-0.08	0.02	1.77	0.33	0.1	0.12
UGC12185	8.69	0.09	-	-	-	-	-0.03	0.04	-	-	-	-
UGC12224	8.89	0.02	-	-	-	-	-0.27	0.03	-	-	-	-
UGC12633	8.72	0.04	-	-	-	-	-0.14	0.04	-	-	-	-
UGC12767	8.89	0.03	-	-	-	-	-0.04	0.05	-	-	-	-
UGC12816	8.65	0.03	-	-	-	-	-0.17	0.02	2.0	0.14	0.18	0.13
UGCA021	8.56	0.02	-	-	-	-	-0.16	0.03	-	-	-	-

Fim da tabela

Gráficos dos ajustes dos gradientes de abundância de oxigênio

A seguir, estão os gráficos dos ajustes dos gradientes de abundância de oxigênio considerando se houve ou não uma quebra interno e/ou achatamento externo.

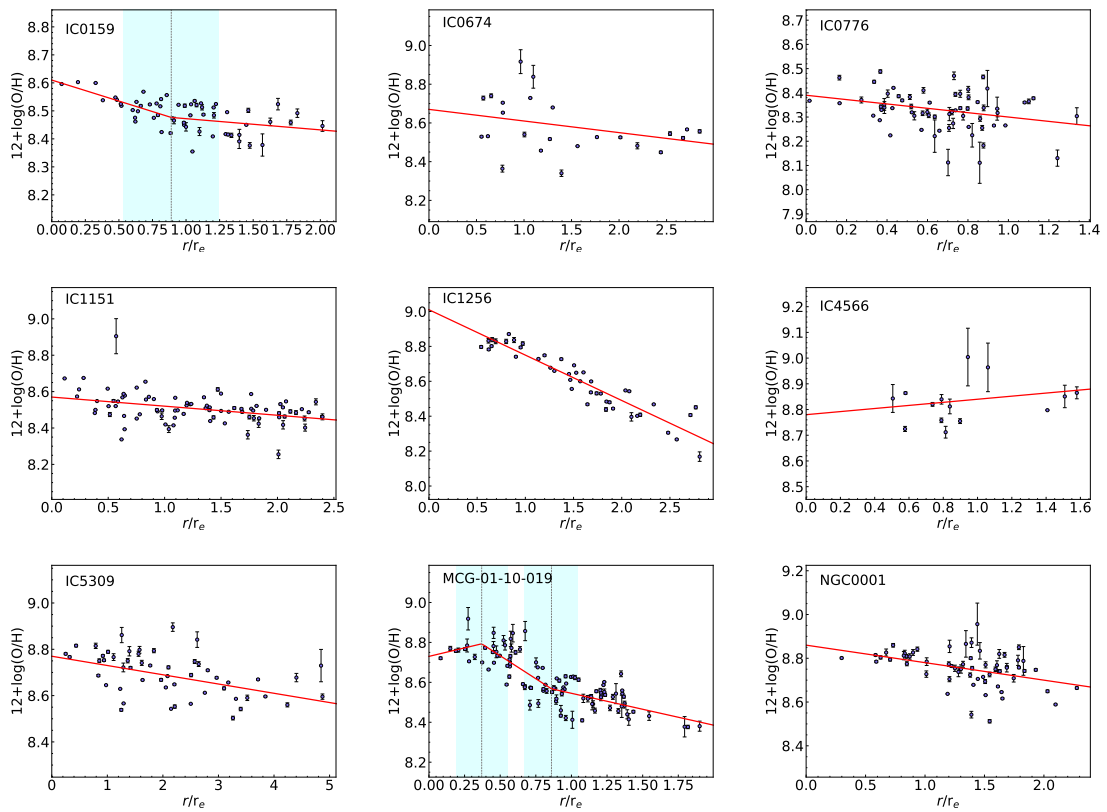


Figura C.0: Ajustes dos gradientes de abundância de oxigênio das galáxias da nossa amostra. Os pontos roxos correspondem às abundâncias das regiões H II classificadas de acordo com o critério de Sánchez et al. (2014). A linha sólida vermelha representa o melhor ajuste. A linha tracejada cinza corresponde a posição em que ocorre a quebra interna e/ou achatamento externo. O retângulo azul claro mostra o intervalo de confiança da quebra interna e/ou achatamento externo.

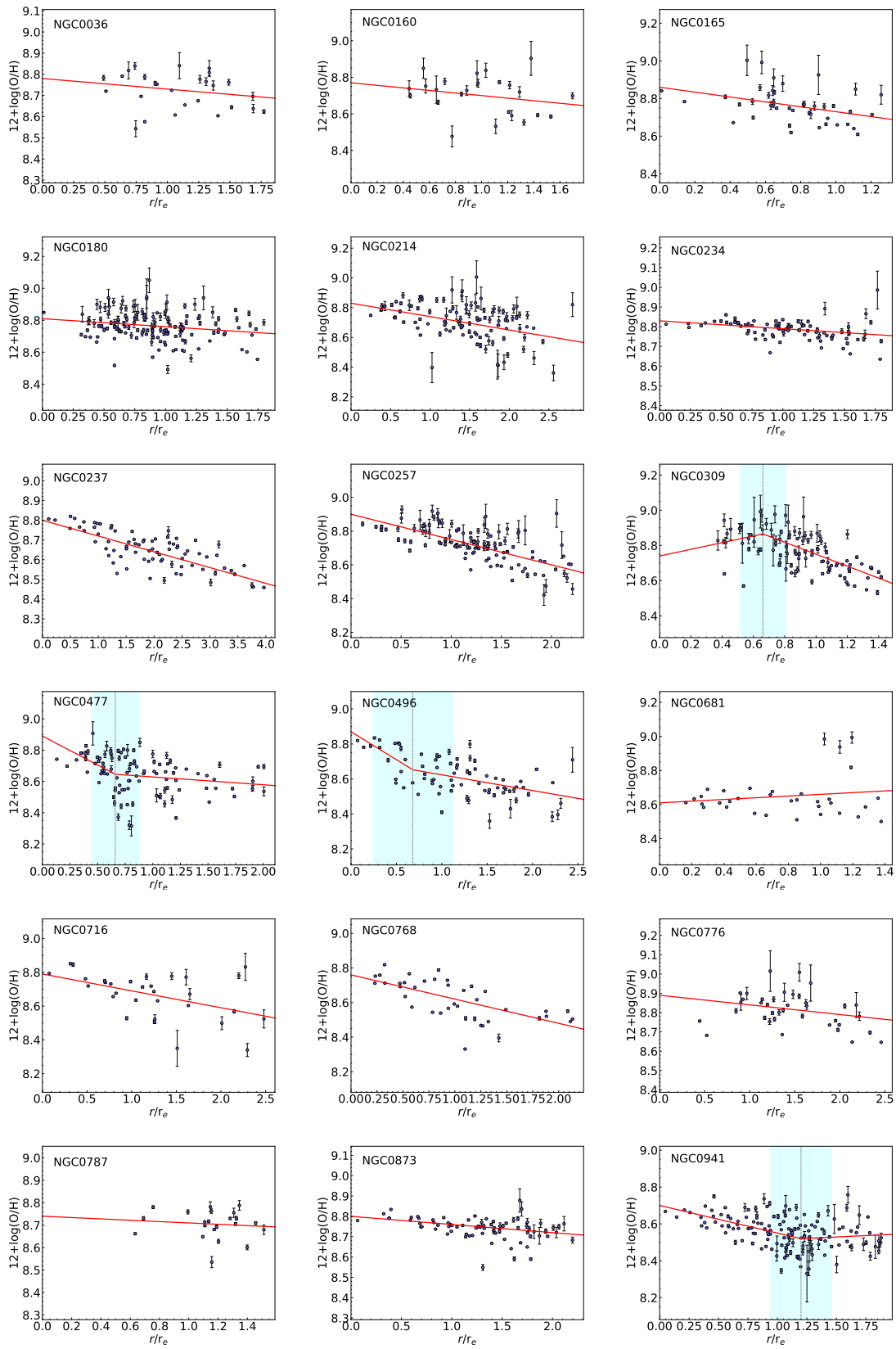


Figura C.0: Continuação.

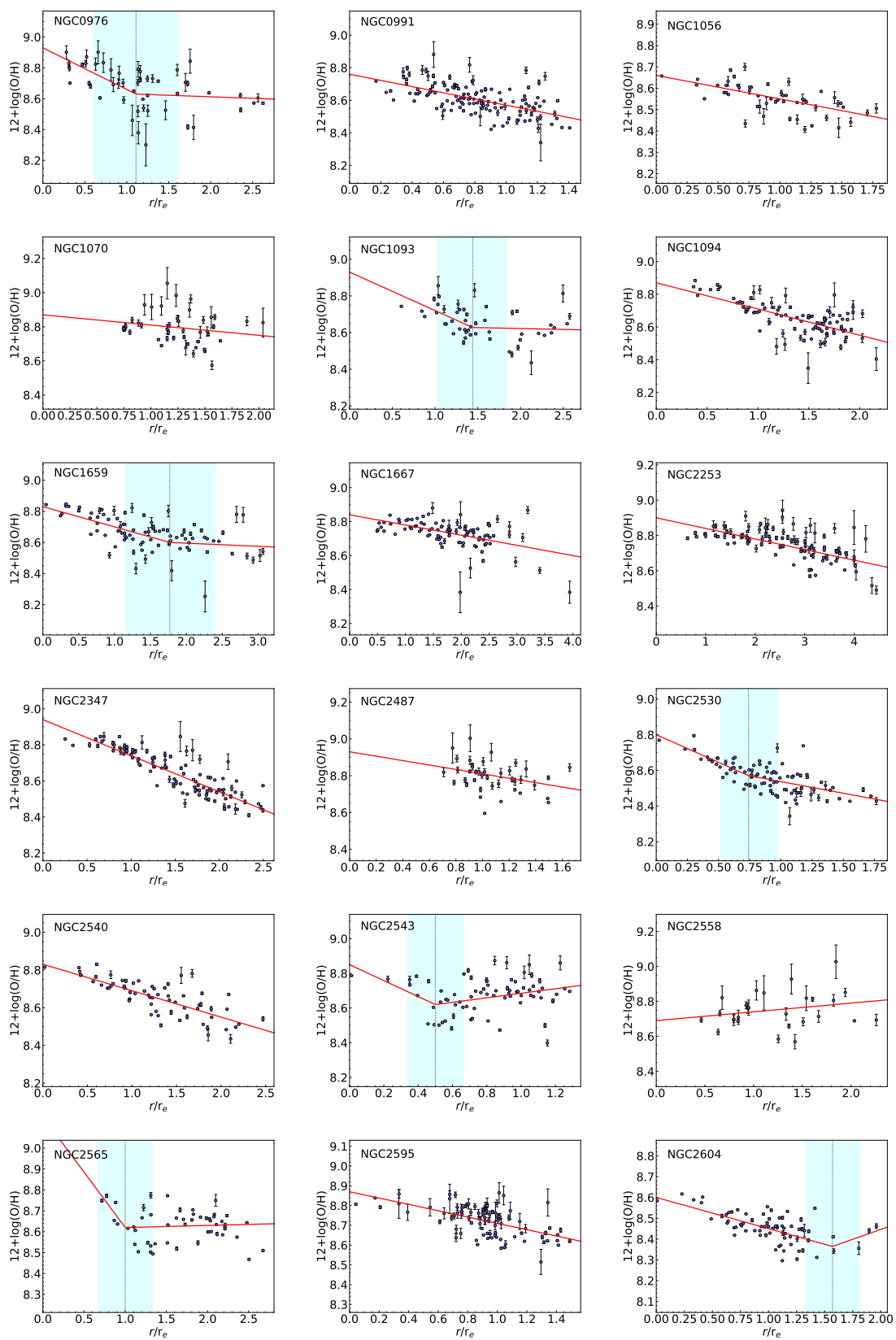


Figura C.0: Continuação.

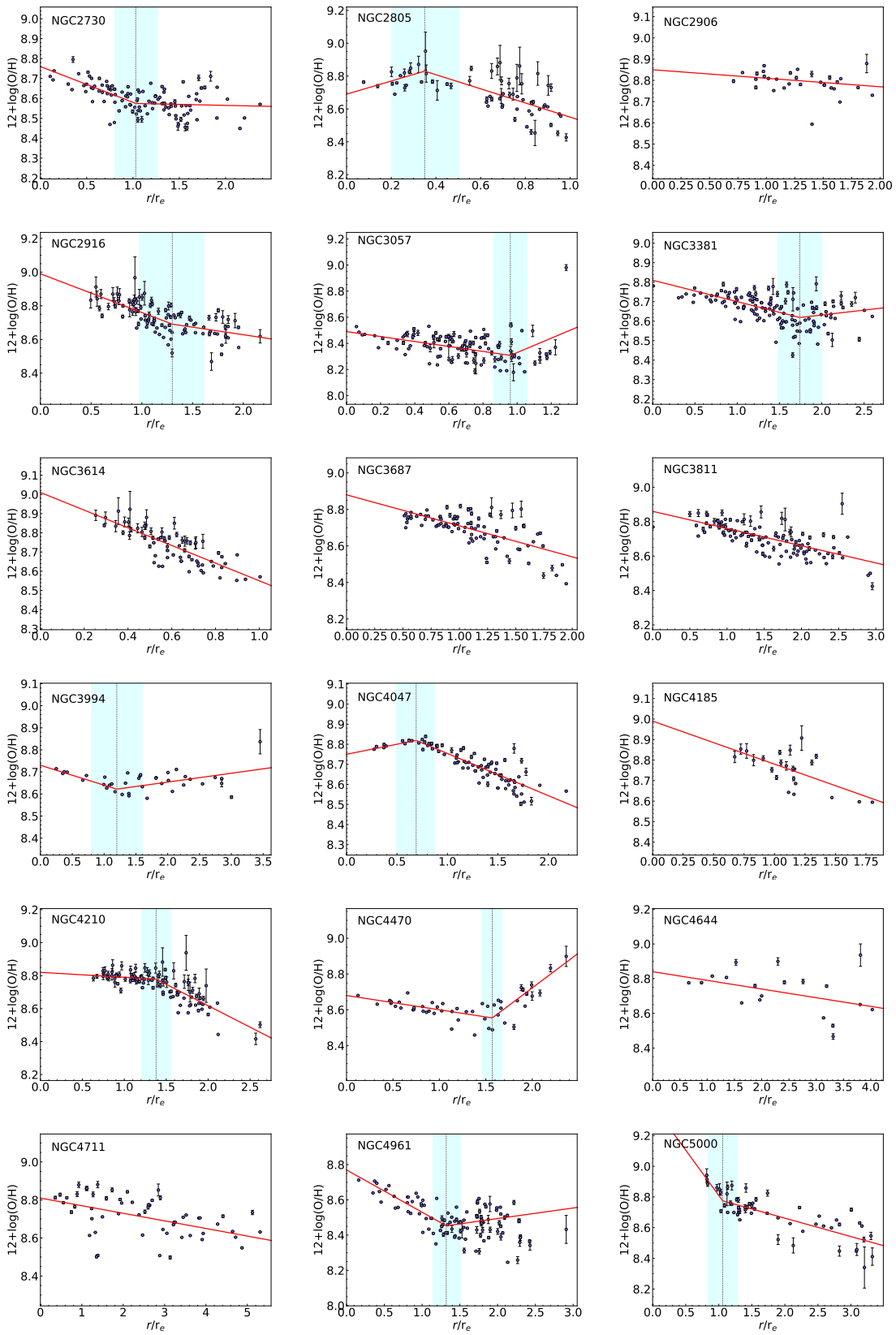


Figura C.0: Continuação.

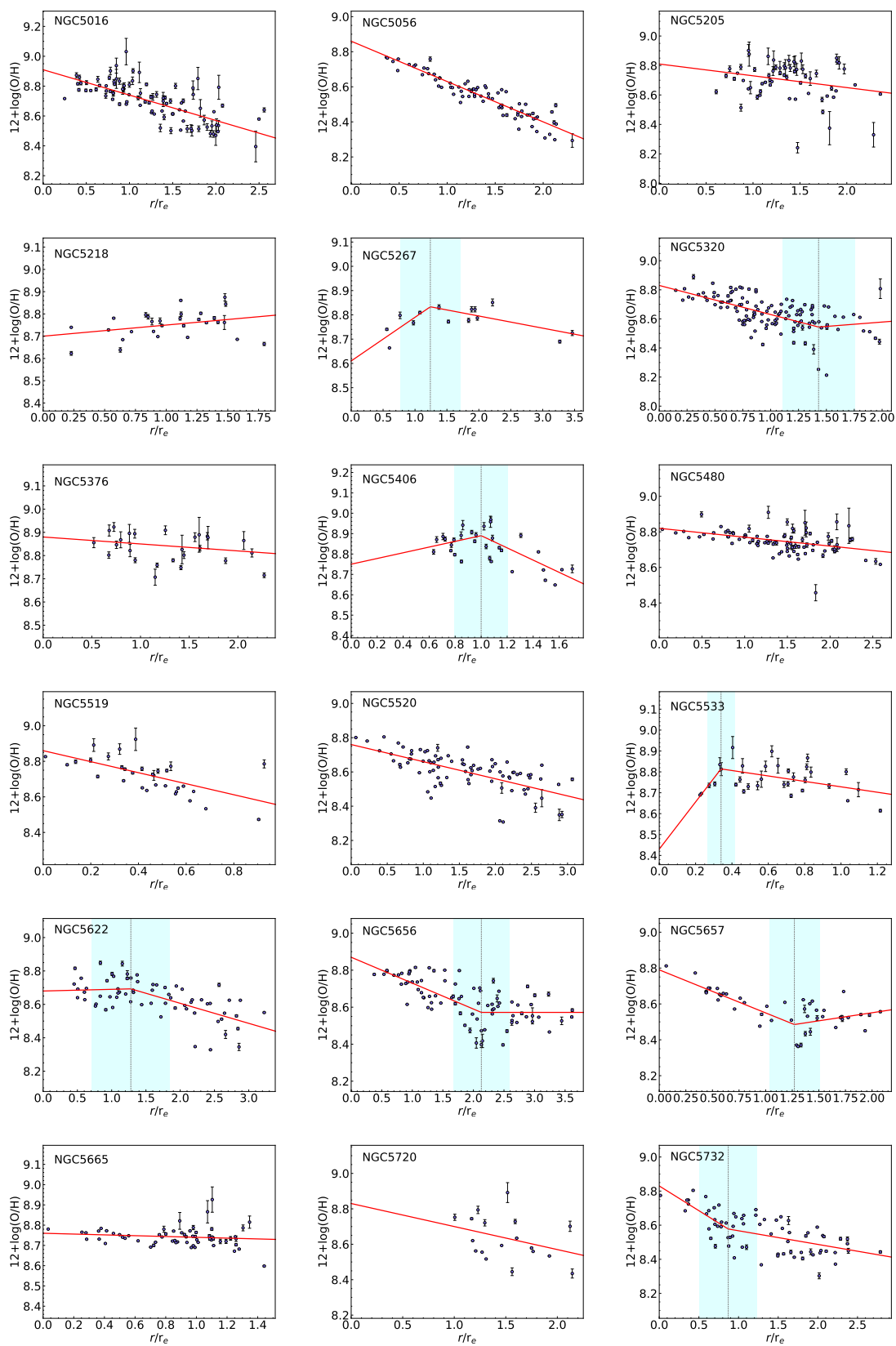


Figura C.0: Continuação.

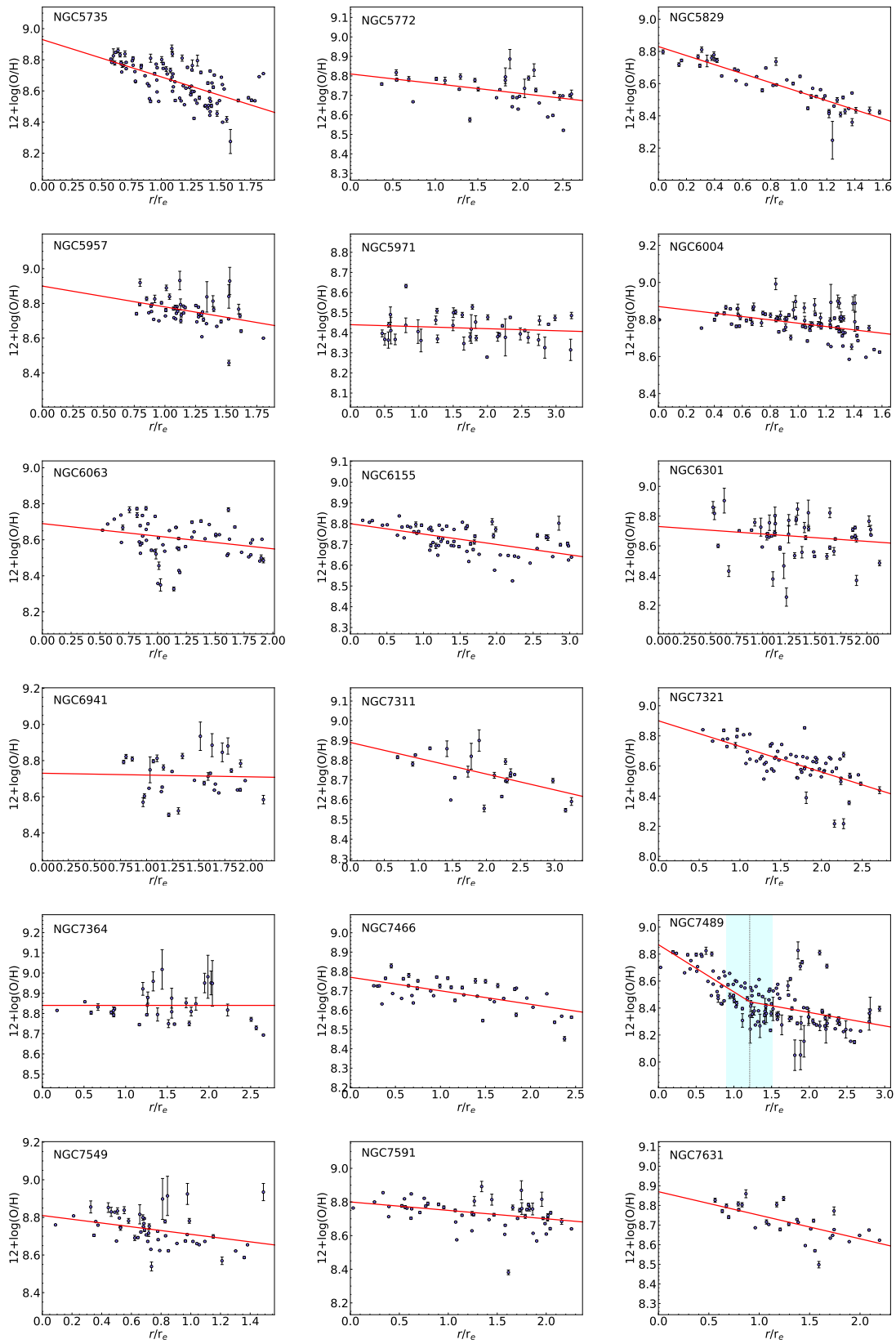


Figura C.0: Continuação.

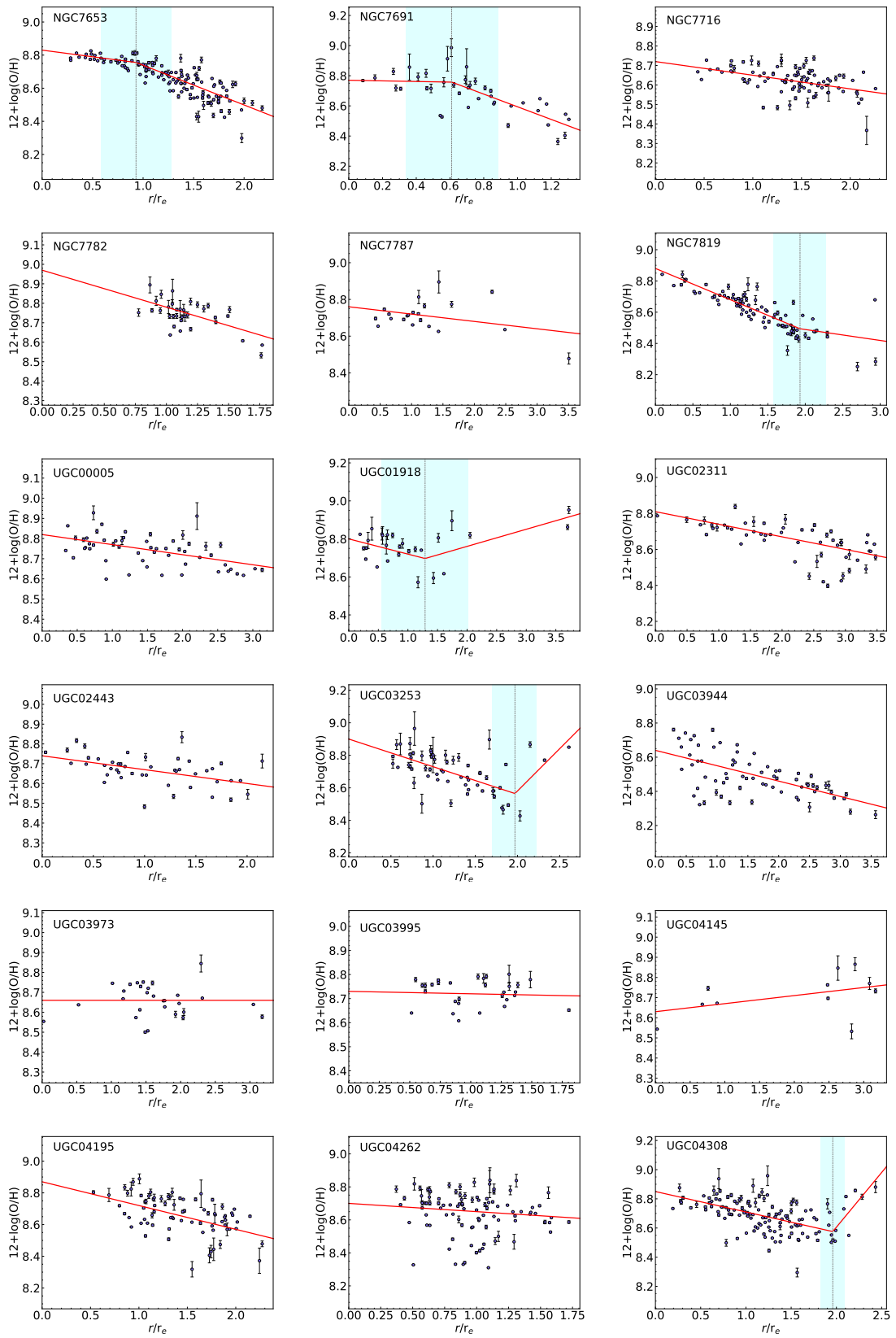


Figura C.0: Continuação.

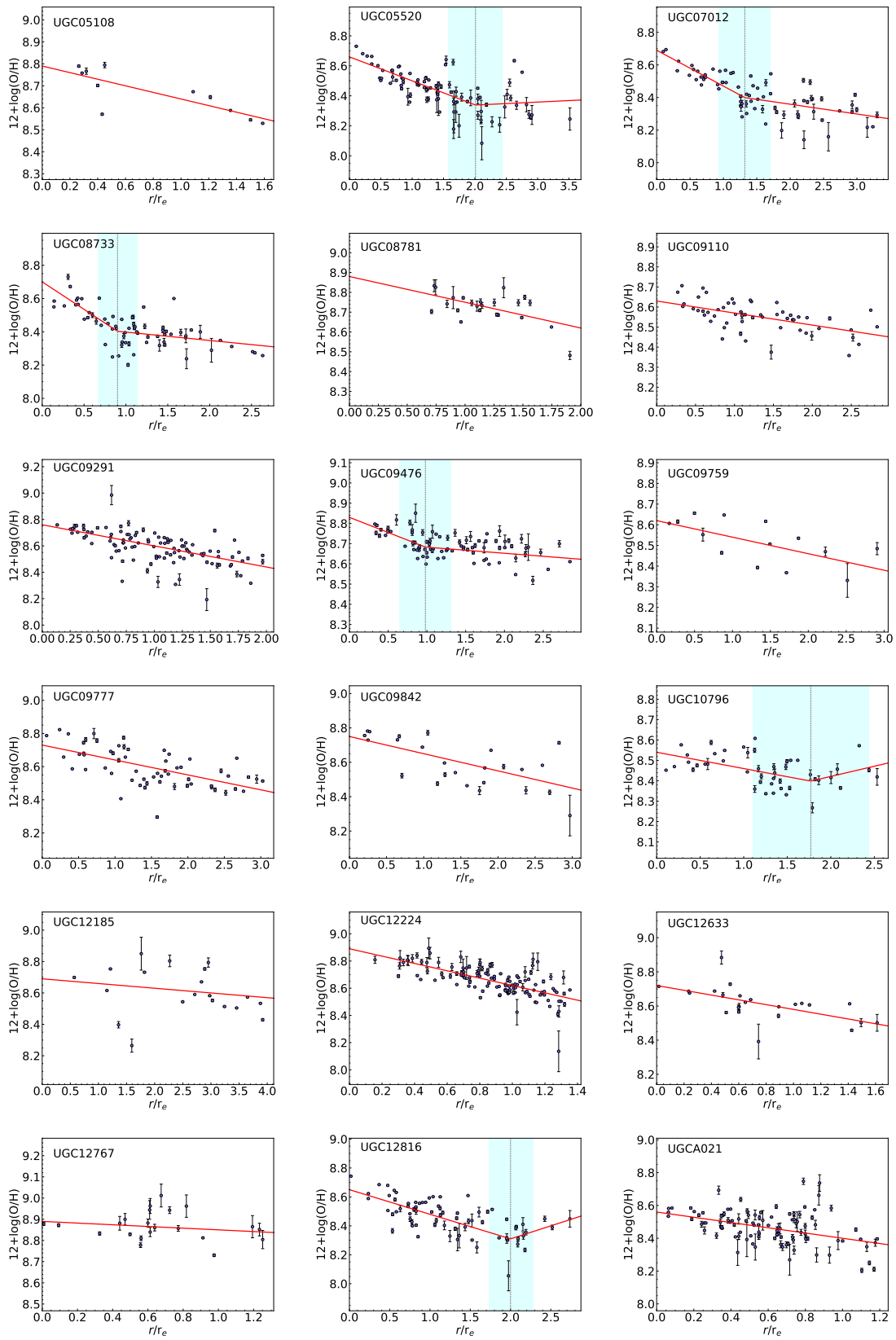


Figura C.0: Continuação.