

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações

Observatório Nacional

Programa de Pós-Graduação

Dissertação de Mestrado

GALÁXIAS HII COMO INDICADORAS DE DISTÂNCIAS - APRIMORAMENTO  
DA RELAÇÃO  $L - \sigma$

por

José Victor Marreira Farias

Dissertação submetida ao Corpo Docente do Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional, como parte dos requisitos necessários para a obtenção do Grau de Mestre em Astronomia.

Orientador: Dr. José Eduardo Telles

Rio de Janeiro, RJ – Brasil

Agosto de 2022

M837

Marreira Farias, José Victor

Galáxias HII como indicadoras de distâncias -  
Aprimoramento da relação  $L - \sigma$  [Rio de Janeiro] 2022.  
[xxiv](#), [123](#) p. 29,7 cm: [graf. il. tab.](#)

Dissertação (mestrado) - Observatório Nacional - Rio de Janeiro, 2022.

1. Galáxia HII. 2. Starburst. 3. Indicadores de distâncias.  
4. Parâmetros cosmológicos. 5. Dispersão de velocidade. I.  
Observatório Nacional. II. Título.

CDU 000.000.000

“GALÁXIAS HII COMO INDICADORAS DE DISTÂNCIAS - APRIMORAMENTO  
DA RELAÇÃO  $L - \sigma$ ”

JOSE VICTOR MARREIRA FARIAS

DISSERTAÇÃO SUBMETIDA AO CORPO DOCENTE DO PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA DO OBSERVATÓRIO NACIONAL COMO PARTE DOS REQUISITOS NECESSÁRIOS PARA A OBTENÇÃO DO GRAU DE MESTRE EM ASTRONOMIA.

Aprovada por:

---

Dr. José Eduardo Telles – Observatório Nacional  
(Orientador)

---

Dr. Nome Sobrenome – Instituição

---

Profa. Nome Sobrenome – Instituição

---

Dra. Nome Sobrenome – Instituição

---

Prof. Nome Sobrenome – Instituição

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL

31 DE AGOSTO DE 2022





*Dedico à José Osmar e Maria do  
Socorro.*



# Agradecimentos

Quando eu iniciei o mestrado não podia imaginar o que estava por vir. Jamais pensei que o concluiria de dentro de um quarto pequeno, onde ficaria trancado por mais de um ano devido a maior pandemia enfrentada em décadas. Não fosse difícil suportar a ansiedade pelo peso de fazer algo importante como o mestrado, perder amigos e familiares próximos tornou tudo mais complicado. Certamente foram dois anos laboriosos. Isso me faz pensar que tenho muito a agradecer a todos que me apoiaram nesse período.

Agradeço a minha mãe, Maria do Socorro, que não entende o que eu faço e talvez nunca entenda, mas sempre está lá para me apoiar. Me apoia até nos momentos em que ela é que precisa de conforto. Agradeço ao meu irmão, Renan, pelas boas conversas. Certamente ajudam a distrair a mente cansada.

Agradeço ao meu orientador Eduardo Telles, pela paciência que tem ao me explicar, mas sobretudo pela forma humana e empática que lidou nesse período tão atípico. Aprendi muito com ele e sua experiência. Obrigado aos professores do Observatório Nacional que contribuíram para o meu conhecimento, sempre muito dedicados e prestativos. Agradeço aos meus amigos do ON, Gustavo Borges, Erik Lopes e Tatiane Corrêa, que me acompanham e ajudam desde a Física.

Finalmente, não poderia deixar de citar meus amigos de longa data e que me deram suporte nesse período, Aline, Felipe Pedro, André, Lucas, Sabrina, Igor, Paulo e Rafael. Uma pena não poder citar todos. Também compõem esse time meus amigos da Olimpíada Brasileira de Astronomia e Astronáutica. Todos conseguem tornar os dias mais leves.







GALÁXIAS HII COMO INDICADORAS DE DISTÂNCIAS - APRIMORAMENTO  
DA RELAÇÃO  $L - \sigma$

**RESUMO**

As galáxias HII (GHII) são um subgrupo de galáxias irregulares anãs compactas, starburst extremamente brilhantes, que carregam uma correlação empírica entre a dispersão de velocidade ( $\sigma$ ), observada a partir da largura das linhas de emissão, e a luminosidade ( $L_{H\alpha}$  e  $L_{H\beta}$ ) das linhas da série de Balmer. Essa relação faz das GHII uma alternativa as conhecidas velas padrão (supernova tipo Ia) como uma relação padrão por ser possível estimar distâncias e parâmetros cosmológicos a partir dela. Aprimorar a relação foi um dos principais objetivos nos estudos dessa classe de galáxias desde a sua descoberta e também, a motivação principal para esse trabalho. Investigamos a dependência da relação  $L - \sigma$  para um segundo parâmetro. Estimamos calibrá-la para uma relação bi-paramétrica com a inclusão de um parâmetro que explicasse a origem do alargamento observado nas linhas de emissão, ou que estivesse relacionado as propriedades físicas de evolução dessas galáxias. As duas abordagens foram estudadas de forma individuais e separadas em "Ato".

No Ato I, trabalhamos com a hipótese de o alargamento das linhas ter como origem movimentos virializados, igual observado em galáxias gravitacionalmente ligadas. O segundo parâmetro foi o raio galáctico. Para isso contamos com imagens de banda estreita de  $H\beta$  para 39 GHII obtidas do telescópio ESO NTT 3,58m, onde foi possível obter boas medidas de tamanho para dois raios petrosianos:  $R_{petro}$ , que considera o fluxo petrosiano total da galáxia, e  $R_{50}$ , o raio efetivo que incorpora 50% do fluxo total. Desta análise pudemos estudar com detalhes, as características do raio petrosiano e o que é efetivamente medido nas imagens do SDSS. As nossas imagens possuem melhor resolução espacial e S/N do que as do SDSS, assim, entregam mais detalhes das estruturas das galáxias e nos possibilita realizar melhores medidas de raio. Contudo, desse estudo também demonstramos que o parâmetro de tamanho não é uma boa opção para calibrar a relação empírica.

No ato II investigamos os parâmetros espectroscópicos associados a evolução das galáxias HII, a abundância química O/H e a largura equivalente  $W_{H\beta}$ , sendo esse último um indicador da idade das regiões de formação estelar. Nessa etapa do trabalho contamos com uma amostra robusta de 207 galáxias HII, resultante da combinação de 2 trabalhos de membros do grupo ([Bordalo and Telles \(2011\)](#); [Chavez et al. \(2014\)](#)) e uma amostra completamente nova de GHII. Nossos resultados indicam que possivelmente a relação  $L - \sigma$  tenha um efeito devido ao burst da evolução estelar atual.

Atualmente a relação  $L - \sigma$  tem desempenho inferior ao das SNIa na determinação de distâncias e, conseqüentemente, de parâmetros cosmológicos. Mas, a perspectiva é de que aprimoramentos na relação através da inserção de um segundo parâmetro, como explorado nesse trabalho, possam auxiliar os métodos de calibração já existentes das GIII e futuramente nos permitir alcançar indicadores de distâncias mais precisos. O resultado permitirá uma comparação entre esses indicadores independentes e a compreensão dos efeitos sistemáticos dos dois métodos.



HII GALAXIES AS DISTANCE INDICATORS - IMPROVEMENT OF THE  $L - \sigma$   
RELATIONSHIP

**ABSTRACT**

HII galaxies (HIIG) are a subgroup of extremely bright, starburst compact dwarf irregular galaxies that carry an empirical correlation between velocity scattering ( $\sigma$ ), observed from the width of the emission lines and luminosity ( $L_{H\alpha}$  and  $L_{H\beta}$ ) of the Balmer series lines. This relation makes the HIIG an alternative to the well-known standard candles (type Ia supernova) as a standard relations because it is possible to estimate distances and cosmological parameters from it. Improving the relation has been one of the main goals in the studies of this class of galaxies since its discovery and also the main motivation for this work. We investigated the dependence of the  $L - \sigma$  relation for a second parameter. We estimate to calibrate it to a bi-parametric relation with the inclusion of a parameter that explains the origin of the enlargement observed in the emission lines, or that is related to the physical properties of the evolution of these galaxies. The two approaches were studied individually and separated in "Acts".

In Act I, we worked with the hypothesis that the broadening of the lines originates in virialized movements, similar to that observed in gravitationally bound galaxies. The second parameter was the galactic radius. For this, we rely on narrowband images of  $H\beta$  for 39 HIIG obtained from the ESO NTT 3.58m telescope, where it was possible to obtain good size measurements for two petrosian rays:  $R_{petro}$ , which considers the flux petrosian of the galaxy, and  $R_{50}$ , the effective radius that incorporates 50% of the total flux. From this analysis we were able to study in detail the characteristics of the Petrosian ray and what is actually measured in the SDSS images. Our images have better spatial and S/N resolution than those of the SDSS, thus delivering more details of the structures of galaxies and allowing us to perform better radius measurements. However, from this study we also demonstrate that the size parameter is not a good option to calibrate the empirical relation.

In act II we investigated the spectroscopic parameters associated with the evolution of HII galaxies, the chemical abundance O/H and the equivalent width  $W_{H\beta}$ , the latter being an indicator of the age of the star formation regions. In this stage of the work, we have a robust sample of 207 HII galaxies, resulting from the combination of 2 works by members of the group (Bordalo and Telles (2011); Chavez et al. (2014)) and a completely new sample of HIIG. Our results indicate that possibly the  $L - \sigma$  relation has an effect due to the burst of current stellar evolution.

Currently, the  $L - \sigma$  relation has a lower performance than the SNIa in determining distances and, consequently, cosmological parameters. However, the perspective is that improvements in the relation through the insertion of a second parameter, as explored in this work, can help the existing calibration methods of the HIIG and, in the future, allow us to achieve more accurate distance indicators. The result will allow a comparison between these independent indicators and the understanding of the systematic effects of the two methods.

# Lista de Figuras

1.1	Espectro óptico em duas escalas de intensidade diferentes das galáxias UM 461 e Fairall 30. Painéis superiores: as linhas mais intensas do espectro são $H_\alpha = 6563 \text{ \AA}$ , o duplete [OIII] $\lambda\lambda 4959, 5007 \text{ \AA}$ e $H_\beta = 4861 \text{ \AA}$ . Também há linhas muito fracas e linhas comuns como [OII] $\lambda 3727 \text{ \AA}$ , [NII] $\lambda\lambda 6548, 6584 \text{ \AA}$ e [SII] $\lambda\lambda 6717, 6731 \text{ \AA}$ . Painéis inferiores: melhor resolução do contínuo. Fonte: <a href="#">Kehrig et al. (2004)</a> . . . . .	3
1.2	Diagrama BPT. Amostra de aproximadamente 4000 galáxias separadas em: AGNs (amarelo), galáxias formadoras de estrelas (verde) e GHII (azul). A linha sólida é o limite superior teórico das starburst e as linhas tracejadas, representam um limite de erro $\pm 0,1$ dex da linha. . . . .	5
1.3	Imagens de Mrk 36 em diferentes bandas. a) Imagem no espectro óptico. b) Imagem só da distribuição do gás, banda estreita de $H\beta$ . c) Imagem no infravermelho na banda k. As setas apontam para galáxias ao fundo. Fonte: SDSS DR16; <a href="#">Lagos et al., 2011</a> . . . . .	6
1.4	Plano fundamental $r_e - \sigma - \langle SB \rangle$ das galáxias elípticas. a) Diagrama do brilho superficial $\langle \mu \rangle_e = \log \langle SB \rangle$ pelo raio efetivo $r_e$ . b) dispersão de velocidade $\sigma$ e raio efetivo. c) O novo indicador de distâncias calibrado. Fonte: <a href="#">Djorgovski and Davis, 1987</a> . . . . .	8
1.5	Relação Tully-Fisher. a) Diagrama logarítmico magnitude absoluta – velocidade de rotação para amostras sobrepostas de 10 galáxias próximas e galáxias espirais do aglomerado de Virgo. b) Diagrama logarítmico magnitude absoluta no infravermelho – largura 21 cm. Fonte: <a href="#">Tully and Fisher (1977)</a> ; <a href="#">Sorice et al. (2013)</a> . . . . .	9
1.6	Semelhança entre as relações paramétricas das galáxias elípticas e GHII. Resultado dos mínimos quadrados para 31 GsHII e 397 galáxias elípticas. a) Diagrama logarítmico da luminosidade de galáxias HII (cruzes) e galáxias elípticas (círculos) pela dispersão de velocidade. b) Relação entre o raio do núcleo e a dispersão de velocidade, assumindo que para galáxias elípticas $R_{core} = 0.05 \times R_{eff}$ . Fonte: <a href="#">Telles and Terlevich, 1993</a> . . . . .	11

1.7	Diagrama de Hubble de uma amostra de RHIIGs e GHIIIs em redshift alto e local. No eixo vertical o módulo de distância e no eixo horizontal o redshift. A linha sólida foi ajustada para os parâmetros $\Omega_m = 0,249$ e $\omega_0 = -1,18$ . Fonte: <a href="#">González-Morán et al., 2021</a> . . . . .	13
1.8	Parâmetros cosmológicos estimados a partir de GHII. a) Contornos da Likelihood correspondentes aos níveis de confiança de $1\sigma$ e $2\sigma$ . b) Comparação entre os parâmetros do espaço $\Omega_m, \omega_0$ estimado para GHII e outros métodos. Fonte: <a href="#">González-Morán et al., 2021</a> . . . . .	13
2.1	Três classes de perfil de linha. a) Quase gaussiano. b) Irregular. c) Perfil com asas. Fonte: <a href="#">Bordalo and Telles, 2011</a> . . . . .	17
2.2	Esboço esquemático da interação entre os ventos estelares e a região HII. No centro um pequeno aglomerado ionizando o meio e emitindo ventos estelares (setas). I – O volume esférico gerado pelos ventos termina em uma camada de gás espesso e aquecido. II – Região da bolha em expansão. III – Região HII perturbada pelas ondas de choque da bolha. IV – Meio neutro perturbado pela bolha. . . . .	19
3.1	Redshift da amostra completa, 207 GHII. . . . .	28
3.2	Galáxia UM 456. A esquerda imagem de LTM07 banda estreita $H\beta$ do contínuo estelar. A direita imagem na banda g do Sloan. O norte está no topo e o leste para a esquerda. . . . .	32
3.3	Processo de extração das estrelas em primeiro plano. A esquerda: contínuo estelar da galáxia Tol 1924-416 com a estrela circundada em verde. Direita: Imagem da fonte sem a estrela. . . . .	40
3.4	Mapa de segmentação da galáxia CTS 1011. A esquerda a imagem de dados e a direita o mapa de segmentação. . . . .	42
3.5	Raio petrosiano da galáxia UM463. Imagem do contínuo estelar. No topo está o Norte e a esquerda o Leste. Os círculos são definidos para o raio petrosiano o fluxo total ( $R_{petro}$ ), raio efetivo petrosiano ( $R_{50}$ ) e abertura máxima ( $R_{max}$ ). . . . .	42
4.1	Galáxias UM 483 e UM 456 no painel superior e inferior respectivamente. Imagens na banda u, banda g, contínuo estelar $H\beta$ e emissão nebular $H\beta$ . . . . .	46
4.2	Diagrama banda u vs banda g, usando apenas medidas de raio coletadas no SDSS DR16. A linha tracejada ajuste 1x1 é uma linha de referência para igualdade entre medidas. A linha ponto tracejada é a linha de tendência dos dados. . . . .	47
4.3	Galáxias II Zw 70 e Um 559 na banda g do catálogo SDSS. Os círculos representam as aberturas para os raios $R_{50}$ , $R_{petro}$ e $R_{max}$ . . . . .	48

4.4	Raios petrosianos em regiões diferentes da galáxia UM 461. a) 3 regiões consideradas para fotometria no levantamento SDSS. b) Raio com origem no centro da galáxia. c) Raio com origem no núcleo mais brilhante. . . . .	49
4.5	Correlação entre os valores de raio medidos e esperados sobre as imagens do SDSS nas bandas u e g. Linha tracejada representam ajuste $1 \times 1$ . Linha ponto-traço são linhas de tendência. . . . .	50
4.6	Comparação entre os raios medidos nas imagens da banda g e os raios calculados nas imagens do NTT, contínuo estelar (cont) e contínuo estelar+emissão $H\beta$ (orig). Linha tracejada representam ajuste $1 \times 1$ . Linha ponto-traço são linhas de tendência. . . . .	51
4.7	Distribuição dos parâmetros $R$ , $r_{50}$ e $\sigma$ . . . . .	54
4.8	Histograma das luminosidades separados por tipo. a) Espectroscopia amostra BT11; Fotometria superficial amostra LTM07 b) luminosidade total da galáxia e c) do núcleo dominante. . . . .	59
4.9	Diagrama luminosidade fotométrica $\times$ espectroscópica. Comparação entre o logaritmo da luminosidade $H\beta$ derivada: a) do fluxo integrado fotométrico e o espectroscópico; b) do fluxo fotométrico, emitido pelo núcleo dominante, e o espectroscópico. As linhas sólidas são linhas de tendência. As linhas tracejadas são de referência onde as luminosidades são iguais nas duas técnicas de observação. . . . .	60
4.10	Relação $L - \sigma$ para amostra padrão (39 GHII do NTT de LTM07). Cada linha representa um tipo de ajuste MQO da relação. . . . .	62
4.11	Relação $L - \sigma$ para amostra padrão (39 GHII do NTT), ajustada com técnica de MCMC para minimização de $\chi^2$ . . . . .	63
4.12	Relação $R - \sigma$ . Projeções do plano fundamental nos eixos $R$ e $\sigma$ , para o caso cujo coef. de inclinação está mais próximo do modelo teórico $R_{orig} - \sigma$ (esquerdo) e o discrepante, $r_{50,orig} - \sigma$ (direito). . . . .	66
4.13	Plano fundamental $L - \sigma - R$ . Diagrama entre a luminosidade observada e a calculada, a partir da relação calibrada (equação bivariada no eixo x). Diagrama a esquerda relativo ao raio $R_{cont}$ e diagrama a direita, para $r_{50,orig}$ . . . . .	66
4.14	Relações $\sigma - D$ , $\sigma - L$ e $\sigma - R$ . . . . .	69
4.15	Correlações $\sigma - R$ com raios físicos derivados de medidas geradas de raios observados. a) Distribuição das amostras geradas de raios observados ( $R_{50,a1}$ , $R_{50,a2}$ , $R_{50,a3}$ ) e raios originais medidas. b), c) e d) diagrama $\sigma - R$ das amostras geradas. . . . .	70
4.16	Relação $L - \sigma$ graduada por distância. . . . .	71
4.17	Boxplot das três variáveis regressoras. Método de Tukey para identificar possíveis outliers. . . . .	73

4.18	Distribuição de propriedades do conjunto de dados. A amostra global contempla 207 GHII com $L_{H\beta}$ e $\sigma$ ; 185 GHII com $12+\log(O/H)$ e 195 exemplares com $W_{H\beta}$ . . . . .	75
4.19	Relação $L - \sigma$ para amostra global de 207 GHII. As subamostras de origem foram separadas por cor e forma. Nos quadros a direita estão os coeficientes do ajuste e os resíduos. . . . .	84
4.20	Relação $L - \sigma$ para os ajustes de mínimos quadrados ordinários MQO( $X Y$ ), MQO( $Y X$ ) e MQO Bissetriz, da amostra 185 GHII. As amostras de origem aparecem separadas. . . . .	85
4.21	Relação $L - \sigma$ para amostra de 185 GHII e os resíduos referente ao ajuste. As galáxias são separadas por origem. . . . .	86
4.22	Relação $L - \sigma$ para amostra de 185 GHII calibrada por: largura equivalente $W_{H\beta}$ e abundância química $O/H$ . Abaixo dos diagramas estão os resíduos de cada ajuste. . . . .	90
4.23	Análise de influência nas relações $L_{H\beta} - \sigma - W_{H\beta} - O/H$ , $L_{H\beta} - \sigma - O/H$ e $L_{H\beta} - \sigma - W_{H\beta}$ . Diagnóstico de influência a partir dos resíduos estudentizados (topo), resíduos x alavancagem (meio) e distância de Cook (base), sobre a amostra de 185 GHII. Os pontos vermelhos são outliers. As linhas tracejadas cinzas são limites de 1,5 do resíduo. . . . .	92
4.24	Relação entre os parâmetros da amostra sem outliers. Na diagonal está a distribuição das propriedades da nova amostra. . . . .	93
4.25	Relação $L - \sigma$ para amostra de 163 GHII calibrada por: largura equivalente $W_{H\beta}$ (painel esquerdo) e abundância química (painel direito). . . . .	96
4.26	Relação empírica para amostras em intervalos diferentes de $W_{H\beta}$ . Amostra A (esquerda) é composta por galáxias abaixo do limite $W_{H\beta} < 81\text{\AA}$ . Amostra B (direita) contém apenas galáxias acima do limite. Limite dado pela mediana da amostra 163 GHII. . . . .	98
A.1	Imagens das galáxias referente a emissão do contínuo $H\beta$ . Raios observáveis: $R_{petro}$ raio petrosiano com fluxo total, $R_{50}$ raio efetivo e $R_{max}$ abertura circular para o tamanho máximo da galáxia. . . . .	112
A.1	Continua. . . . .	113
A.1	Continua. . . . .	114
A.1	Continua. . . . .	115
A.1	Continua. . . . .	116
A.1	Continua. . . . .	117
A.2	Imagens das galáxias referente a emissão do contínuo + linha $H\beta$ . Raios observáveis: $R_{petro}$ raio petrosiano com fluxo total, $R_{50}$ raio efetivo e $R_{max}$ abertura circular para o tamanho máximo da galáxia. . . . .	118

A.2 Continua.	119
A.2 Continua.	120
A.2 Continua.	121
A.2 Continua.	122
A.2 Continua.	123





# Lista de Tabelas

3.1	Tabela de apresentação da amostra completa com 207 GHII. . . . .	25
4.1	Raios Petrosianos do catálogo SDSS nas bandas u e g, em comum com a amostra do NTT (LTM07). A col. (2) é o redshift da GHII. Col. (3) e (5) são raios à meia luz e as col. (4) e (6), são raios totais. Todas as medidas foram corrigidas pelo seeing, calculado pelos dados psfWidth das colunas (7) e (8). . . . .	52
4.2	Raios Petrosianos medidos nas imagens da bandas u e g do levantamento Sloan, em comum com a amostra do NTT (LTM07). Col. (2) e (5) são raios à meia luz e as col. (3) e (6), são raios totais. Todas as medidas foram corrigidas pelo seeing das colunas (4) e (7). . . . .	53
4.3	Raios Petrosianos medidos nas imagens de banda estreita $H\beta$ do NTT. Col. (2) e (5) são raios com 50% do fluxo e as col. (3) e (6), são raios totais. Todas as medidas foram corrigidas pelo seeing das colunas (4) e (7). . . . .	53
4.4	Raios petrosianos nas imagens do contínuo estelar e original. Coluna (1) objeto; Col. (2) e (4) raios petrosianos fluxo total; Col. (3) e (5) raios observados efetivo petrosiano; col. (6) distância angular e col. (7) e (8) seeing das imagens. . . . .	56
4.5	Parâmetros de calibragem da relação $L - \sigma$ . Coluna (1) objeto; col. (2) redshift corrigido CMB; Col. (3) e (5) raio físico total; Col. (4) e (6) raio físico efetivo petrosiano e col. (6) dispersão de velocidade. . . . .	57
4.6	Coluna (1) objeto; (2) e (4) Fluxo da amostra LTM07 e BT11; (3) e (5) luminosidades corrigidas pela extinção; (6) coef. de extinção $H\beta$ e (7) Distância luminosa. . . . .	58
4.7	Ajuste por mínimos quadrados da relação $L_{H\beta} - \sigma_{H\beta}$ para as amostras: padrão e subamostra com galáxias de perfil de linha gaussiano. . . . .	62
4.8	Ajuste da relação $L_{H\beta} - \sigma$ ponderada, para a amostra padrão e gaussiana. . . . .	63
4.9	Matriz de correlação 39 GHII. . . . .	65
4.10	Coefficientes das relações $R - \sigma$ para os parâmetros de tamanho $r_{50,orig}$ , $R_{orig}$ , $r_{50,cont}$ e $R_{cont}$ . . . . .	65

4.11	Ajustes bi-paramétricos com os raios petrosianos $r_{50}$ e $R$ , para as imagens originais e de emissão do contínuo estelar $H\beta$ . . . . .	68
4.12	Matriz de estatística da amostra 185 GHII. . . . .	73
4.13	Luminosidade e fluxo para a amostra de 207 GHII. Col (2) redshift corrigido CMB; (3) distância cmb; (4) fluxo $H\beta$ ; (5) coef. de extinção $H\beta$ ; (6) luminosidade $H\beta$ corrigida pela extinção e (7) origem. . . . .	76
4.14	Parâmetros de calibração da relação para amostra completa 207 GHII. Col (2) Largura da linha $H\beta$ observada; (3) dispersão de velocidade; (4) largura equivalente $H\beta$ ; (5) abundância de oxigênio e (6) origem. . . . .	80
4.15	Regressão linear para $L_{H\beta}$ e $\sigma_{H\beta}$ . . . . .	86
4.16	Matriz de correlação 185 GHII. . . . .	87
4.17	Análise de componentes principais para o espaço de parâmetros global $(L, \sigma, W, O/H)$ de 185 GHII. Na matriz estão os percentis variacionais, cargas e autovalores, para os 3 primeiros PCs. . . . .	88
4.18	Análise de componentes principais para a amostra de 185 GHII, nos espaços de parâmetros individuais $L - \sigma - O/H$ e $L - \sigma - W$ . Matriz de variância, componentes e autovalores. . . . .	88
4.19	Novos indicadores de distância calibrados. Regressão com os parâmetros $\eta = ( \log W_{H\beta}, 12+\log(O/H) )$ , $L_{H\beta}$ e $\sigma_{H\beta}$ , para amostra de 185 GHII. . . . .	90
4.20	Matriz de correlação 163 GHII sem outliers. . . . .	94
4.21	Análise de componentes principais para a amostra de 163 GHII (sem outliers), nos espaços de parâmetros individuais $L - \sigma - O/H$ e $L - \sigma - W$ . Matriz de variância, componentes e autovalores. . . . .	95
4.22	Novos indicadores de distância calibrados. Regressão com os parâmetros, para amostra de 163 GHII sem outliers. . . . .	95

# Sumário

<b>Lista de Figuras</b>	<b>xv</b>
<b>Lista de Tabelas</b>	<b>xxi</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 Galáxias HII . . . . .	1
1.2 Propriedades Intrínsecas . . . . .	3
1.3 Correlações empíricas e seus parâmetros . . . . .	7
1.4 Indicadoras de parâmetros cosmológicos e distâncias extragalácticas . . . . .	12
<b>2 A origem dos movimentos supersônicos</b>	<b>15</b>
2.1 Modelo de explosão de supernovas . . . . .	17
2.2 Modelo de ventos estelares . . . . .	18
2.3 Modelo de movimento virializado . . . . .	19
2.4 Galáxias HII como indicadoras de distâncias . . . . .	22
<b>3 Metodologia</b>	<b>24</b>
3.1 Amostra . . . . .	24
3.1.1 Espectroscopia de baixa e alta resolução . . . . .	29
3.1.2 Fotometria Superficial de banda estreita . . . . .	30
3.2 Parâmetros e correlações . . . . .	32
3.2.1 Luminosidade . . . . .	32
3.2.2 Dispersão de velocidade . . . . .	35
3.2.3 Raio Petrosiano . . . . .	36
3.2.4 Abundância O/H e Largura Equivalente $W_{H\beta}$ . . . . .	38
3.3 Tratamento das imagens . . . . .	40
3.4 Estatística de ajustes da relação $L - \sigma$ . . . . .	43
3.5 Objetivos . . . . .	44
<b>4 Discussões e Resultados</b>	<b>45</b>
4.1 Qualidade do método . . . . .	45
4.2 Ato I - Refino com parâmetro de estrutura - O Raio . . . . .	53

4.2.1	Fotometria superficial $\times$ Espectroscopia . . . . .	59
4.2.2	Relação empírica $L-\sigma$ - amostra padrão . . . . .	61
4.2.3	Plano fundamental $L-\sigma-R$ . . . . .	64
4.2.4	Análise sobre a possível correlação $\sigma - D$ . . . . .	68
4.3	Ato II - Refino com parâmetros de evolução . . . . .	72
4.3.1	Relação $L - \sigma$ - amostra global . . . . .	84
4.3.2	Um plano fundamental para as galáxias HII . . . . .	87
4.3.3	Análise de influência e outliers . . . . .	91
4.3.4	Calibração da amostra livre . . . . .	94
<b>5</b>	<b>Conclusões</b>	<b>99</b>
	<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>103</b>
<b>A</b>	<b>Galáxias da amostra padrão</b>	<b>112</b>

# Capítulo 1

## Introdução

### 1.1 Galáxias HII

Classificar objetos astronômicos é uma tarefa comum na astronomia e importante, quando se deseja trabalhar com um grupo específico de galáxias apresentando determinadas características. O pioneiro na classificação das galáxias foi Edwin Hubble (Hubble, 1929) que na análise de placas fotográficas construiu um diagrama classificatório dividindo-as em subtipos segundo sua morfologia aparente dentro de duas classes: espirais (com ou sem barramento) e elípticas. As galáxias que se diferenciavam da estrutura regular dessas classes principais foram definidas como irregulares. A partir de um diagrama foi possível separá-las por tipo *Late type* (espirais e irregulares) e *Early type* (elípticas e lenticulares)<sup>1</sup>. Esse método de classificação foi realizado sobre imagens fotométricas na banda do visível, portanto, deixaram de fora as propriedades intrínsecas que hoje diferem as galáxias na enorme variedade observada. Ainda assim essa classificação foi utilizada na construção dos primeiros grandes catálogos e atualmente ainda é usada. O Universo foi enriquecido de galáxias com o avanço nas técnicas observacionais, e a procura por objetos descritos com um conjunto de características tornou-se comum entre os pesquisadores. As primeiras galáxias HII (GHII) foram observadas durante a busca por objetos caracterizados pela forte emissão nuclear.

A primeira galáxia HII foi identificada por Guillermo Haro (Mayall, 1951) próxima ao aglomerado de galáxias de Coma. Provisoriamente ele a definiu como uma nebulosa planetária, mas considerou a possibilidade de ser um tipo diferente de galáxia com forte emissão nuclear visto que, apresentava intensas linhas de emissão nebular. Na procura por galáxias peculiares ele identificou uma quantidade considerável de galáxias HII com emissão nebular na banda do ultravioleta, que ele chamou *galáxias azuis* ou *galáxias azuis com emissão nuclear* (Haro, 1956b; Haro, 1956a). Do ponto de vista espectroscópico as galáxias peculiares apresentam linhas de emissão largas e intensas, com um contínuo

---

<sup>1</sup>Galáxias "Early type" (tipo inicial) e "Late type" (tipo tardio) receberam essa classificação porque no início foi proposto que as galáxias evoluíam de elípticas (ou lenticulares) para espirais (ou irregulares).

azul mais forte que o vermelho. As observações de Haro foram feitas no Observatório de Tonantzintla no telescópio Schmidt com um prisma-objetiva acoplado a ele. O prisma foi o responsável pela detecção das linhas:  $H_\beta$  (4861Å) e o duplete de [OIII]  $\lambda\lambda$ 4959, 5007Å. Essas linhas são fortes e estão entre as que se destacam no espectro dessas galáxias.

Os levantamentos em placas fotográficas do telescópio Palomar Schmidt adicionaram à nomenclatura dessas galáxias o termo *compactas*. Zwicky (1964) observou um conjunto de objetos que apresentavam as mesmas características das galáxias identificadas por Haro e eram tão compactos quanto estrelas, indistinguíveis quando observados no telescópio Palomar Schmidt de 46 cm, mas resolvidos como discos quando fotografados com o telescópio de 5 m. Assim, as galáxias HII também ficaram conhecidas como *galáxias azuis compactas* (BCGs)<sup>2</sup> devido ao método em que foram detectadas, visto que elas eram identificadas por serem compactas e azuis.

As galáxias receberam o termo *HII* por possuírem propriedades semelhantes às observadas nas regiões HII gigantes (RHIIG) em galáxias espirais ou irregulares, como a região HII gigante extragaláctica localizada na Grande Nuvem de Magalhães<sup>3</sup>, 30 Doradus (Melnick et al., 2019). No início, Haro começou selecionando essas galáxias através do seu espectro que em comparação ao das regiões HII é praticamente indistinguível. Ambos os objetos são caracterizados pela alta taxa de formação estelar para sua massa. O gás nebuloso ionizado nas regiões de formação de estrelas é responsável pelas intensas linhas de emissão, enquanto a presente população de estrelas jovens massivas, tipo O e B, por gerar o contínuo azul do espectro. A figura 1.1 apresenta os espectros observados de dois objetos dessa classe de galáxias, UM461 e Fairall 30 (Mrk 1271). A partir desses espectros é possível observar o excesso no contínuo azul e as intensas linhas de emissão derivadas da ionização do gás. Para uma melhor visualização da morfologia do contínuo, os painéis inferiores da figura 1.1 apresentam os espectros em uma escala menor de intensidade.

Atualmente com os grandes levantamentos de imagens e dados espectrais, como o Sloan Digital Sky Survey (SDSS), a quantidade dessas galáxias vem crescendo consideravelmente. Novos termos são atribuídos a elas com a finalidade de destacar alguma característica física ou espectral específica. Um termo comum é galáxia ervilha verde<sup>4</sup> (Izotov et al., 2011; Izotov et al., 2016) devido ao tamanho compacto e cor esverdeada observada nas imagens do SDSS. Mas independente do nome adotado, as galáxias HII podem ser identificadas por um conjunto de propriedades intrínsecas.

---

<sup>2</sup>BCGs – termo em inglês: blue compact galaxies.

<sup>3</sup>A Grande Nuvem de Magalhães é a maior entre as galáxias satélites da Via-Láctea. Ela pode ser observada a olho nu ao lado da Pequena Nuvem de Magalhães, também galáxia satélite.

<sup>4</sup>GPs – do termo em inglês: Green Pea ou Pea galaxy.

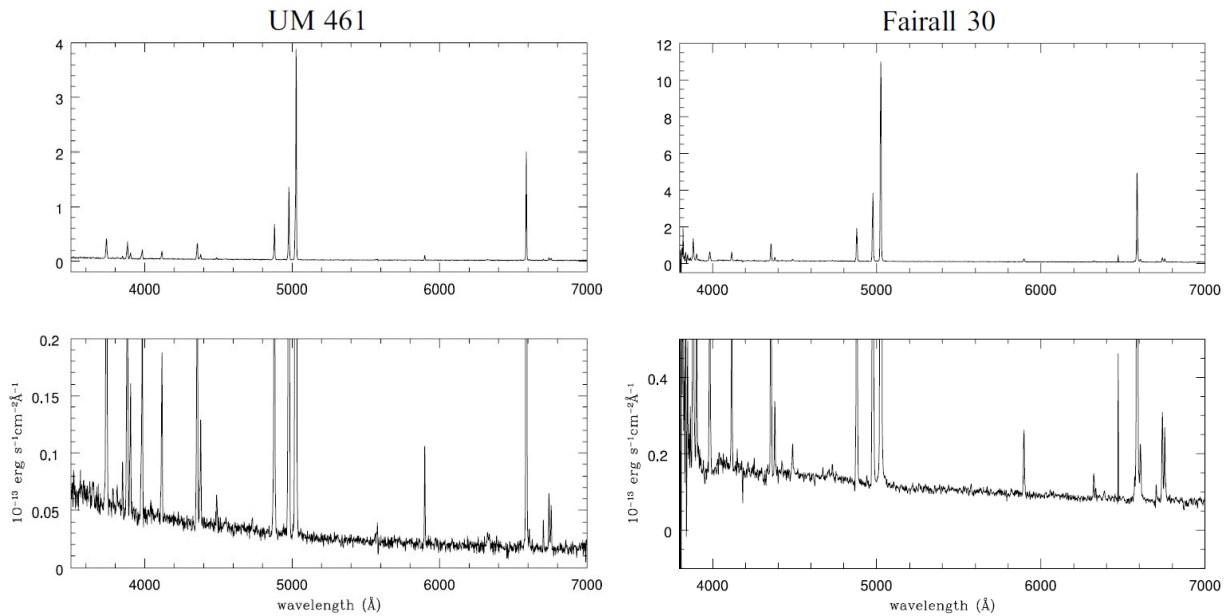


Figura 1.1: Espectro óptico em duas escalas de intensidade diferentes das galáxias UM 461 e Fairall 30. Painéis superiores: as linhas mais intensas do espectro são  $H_\alpha = 6563 \text{ \AA}$ , o dupletto [OIII]  $\lambda\lambda 4959, 5007 \text{ \AA}$  e  $H_\beta = 4861 \text{ \AA}$ . Também há linhas muito fracas e linhas comuns como [OII]  $\lambda 3727 \text{ \AA}$ , [NII]  $\lambda\lambda 6548, 6584 \text{ \AA}$  e [SII]  $\lambda\lambda 6717, 6731 \text{ \AA}$ . Painéis inferiores: melhor resolução do contínuo. Fonte: [Kehrig et al. \(2004\)](#)

## 1.2 Propriedades Intrínsecas

As galáxias HII são consideradas um subgrupo de galáxias irregulares anãs compactas com massa da ordem de  $10^9$  a  $10^{10} M_\odot$  em surto de formação estelar (fenômeno *starburst*<sup>5</sup>). O espectro de emissão exibe linhas fortes e estreitas sobrepostas em um contínuo azul fraco. O gás que envolve as regiões de formação estelar é ionizado pela população de estrelas jovens e passa a emitir intensas linhas espectrais, correspondentes as transições eletrônicas dos elementos ionizados que o constituem. A radiação ultravioleta das estrelas massivas é a causa do excesso de azul observado no espectro. Searle e Sargent (1972) propuseram que os episódios de *burst* são intensos e ocorrem entre longos períodos de repouso, do contrário, nesse cenário de alta taxa de formação estelar as GHII já teriam consumido todo o gás em menos de um tempo de Hubble. Essa hipótese é fundamentada em duas observações: a baixa metalicidade dessas galáxias e a presença de populações de estrelas velhas ([Papaderos et al., 1996](#); [Telles et al., 1997](#) e [Cairos et al., 2003](#)).

O espectro desses objetos (figura 1.1) é dominado pela emissão nebular. Tipicamente a emissão do gás se concentra nas linhas de Balmer e seu espectro óptico é indistinguível

<sup>5</sup>”Starburst” é um termo do inglês que identifica um evento intenso e curto no tempo de uma região de formação estelar (FE). Em nosso texto frequentemente dizemos ”burst” no contexto do trabalho de uma região espacial de FE, se referindo a região onde há um conjunto de aglomerados de estrelas massivas ionizantes.

ao emitido por regiões HII gigantes extragalácticas, observadas em galáxias espirais ou irregulares (Sargent and Searle, 1970). O espectro óptico das galáxias HII é dominado por linhas permitidas de recombinação do H e He; e por linhas proibidas de emissão de íons,  $N^+$ ,  $O^+$ ,  $O^{++}$ ,  $S^+$ . As linhas de transições proibidas necessitam de um meio de baixa densidade eletrônica para ocorrerem. Em baixa densidade as colisões acontecem com menos frequência e há tempo<sup>6</sup> suficiente para que o elétron do átomo excitado, faça a transição do nível superior para níveis mais baixos de energia antes do átomo ser ionizado novamente. As linhas mais intensas no espectro são também as que fornecem informações físicas sobre o meio: as linhas da série de Balmer do hidrogênio  $H_\alpha$ ,  $H_\beta$  e  $H_\gamma$ ; as linhas proibidas do nitrogênio [NII]  $\lambda\lambda 6548, 6583\text{\AA}$ , enxofre [SII]  $\lambda\lambda 6716, 6731\text{\AA}$  e oxigênio [OII]  $\lambda\lambda 3726, 3729\text{\AA}$ , [OIII]  $\lambda\lambda 4959, 5007\text{\AA}$  e [OIII]  $\lambda 4363\text{\AA}$ .

A análise do espectro dessas galáxias aponta que possuem alta excitação e são deficientes em elementos pesados. No espectro observa-se a linha do oxigênio duas vezes ionizado [OIII] maior do que a linha [OII]. Essa característica indica serem galáxias de alta excitação. As regiões de formação estelar são mais quentes, portanto, detêm mais energia para excitar os elétrons de  $O^+$  para  $O^{++}$ . A linha de oxigênio também é usada para estimar a abundância química das fontes. A baixa abundância de oxigênio é dada pela razão O/H, onde a referência adotada é a abundância de oxigênio solar  $12 + \log(O/H) \approx 8.69$  (Allende Prieto et al., 2001 e Asplund et al., 2009). Todas as GHII têm abundância de oxigênio subsolar.

Devido à alta ionização e baixa metalicidade as GHII podem ser identificadas pela posição que ocupam no diagrama BPT (Baldwin et al., 1981 e Kewley et al., 2001). Esse é um diagrama que utiliza a combinação de linhas para classificar o espectro dos objetos extragalácticos. O diagrama BPT<sup>7</sup> da figura 1.2 apresenta a razão entre a intensidade das linhas [OIII]  $\lambda 5007/H\beta$  e [NII]  $\lambda 6584/H\alpha$  para uma amostra de aproximadamente 4000 galáxias do SDSS, combinada a uma de nossas amostras recentes de 25 GHII observadas com o espectrógrafo FEROS<sup>8</sup>. A linha sólida é o limite superior teórico que separa as emissões provenientes das regiões HII, nas galáxias formadoras de estrelas (pontos verdes), e as emissões dos AGNs (pontos amarelos). As linhas tracejadas estabelecem o limite de incerteza  $\pm 0,1$  dex do limite teórico. Fontes quentes mantêm quantidades maiores de elétrons em níveis superiores de energia, suficientes para ionizar o [OII] e [NII]. Em consequência, a linha de emissão do [OIII] é mais intensa do que [NII] e as galáxias ocupam regiões mais à esquerda no diagrama. As fontes frias de baixa excitação são capazes de ionizar átomos de nitrogênio neutro, mas não muitos íons de oxigênio até o nível [OIII].

<sup>6</sup>*Livre caminho médio.*  $l = vt = 1/(n\sigma_{cross})$ . O tempo entre as colisões das moléculas, ou partículas, de um gás é calculado a partir da velocidade média  $v$  e o livre caminho médio  $l$ . O tempo também aumenta quanto menor for o número de partículas por unidade de volume do meio  $n$  e a seção de choque  $\sigma_{cross}$ .

<sup>7</sup>O diagrama BPT da figura 1.2 foi construído a partir do módulo AstroML disponível para Python (Vanderplas et al., 2012).

<sup>8</sup>FEROS é acrônimo para *The Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*.



Esses objetos residem nas regiões inferiores do diagrama, onde estão as galáxias massivas que possuem maior metalicidade e população estelar mais velha. As GHII (pontos azuis) ocupam no diagrama BPT a região superior esquerda, indicando possuem linhas intensas de alta excitação, e linhas fracas de baixa ionização. Nesta região se encontram as galáxias de baixa massa e baixa metalicidade.

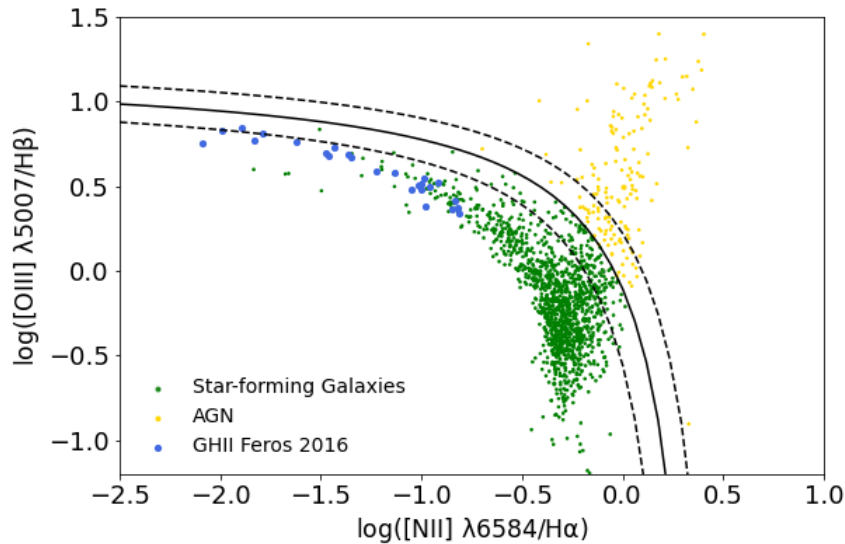


Figura 1.2: Diagrama BPT. Amostra de aproximadamente 4000 galáxias separadas em: AGNs (amarelo), galáxias formadoras de estrelas (verde) e GHII (azul). A linha sólida é o limite superior teórico das starburst e as linhas tracejadas, representam um limite de erro  $\pm 0,1$  dex da linha.

A primeira hipótese levantada para explicar o cenário de baixa abundância química com a alta taxa de formação estelar observada, foi a de que as GHII eram galáxias jovens produzindo sua primeira geração de estrelas (Sargent and Searle, 1970). Porém, atualmente é amplamente aceito o oposto, uma vez que populações de estrelas velhas foram encontradas nessas galáxias. A hipótese que melhor explica a baixa abundância química assume que os surtos de formação estelar não acontecem de maneira contínua. As galáxias atravessam longas pausas entre os surtos de formação estelar, assim o gás não é inteiramente consumido no processo.

Essas galáxias quando observadas na banda do visível são compactas e azuis. Em algumas, os nós compactos de formação estelar se estendem e cobrem toda a extensão observável. Nas imagens com melhor resolução espacial os nós podem apresentar conjuntos de superaglomerados, como no caso da galáxia Mrk 36 apresentada na figura 1.3. Quando comparada a imagem em banda larga no óptico, figura 1.3.a, ao de emissão do gás em banda estreita de  $H\beta$ , figura 1.3.b, a região compacta mostrasse irregular e fragmentada. A fragmentação fica mais acentuada no infravermelho próximo, figura 1.3.c, quando ob-

servado na banda k do Gemini<sup>9</sup>. A região exibe uma multiplicidade de superaglomerados jovens fotoionizando o gás circundante (Lagos et al., 2011). Os superaglomerados são formados por milhares de estrelas massivas ( $> 10M_{\odot}$ ) agrupadas em um volume de poucas dezenas de parsec. As populações de estrelas comumente dominantes são os tipos O e B. Neste trabalho as regiões de gás ionizado são compactas o suficiente para serem tratadas como uma fonte única de emissão.

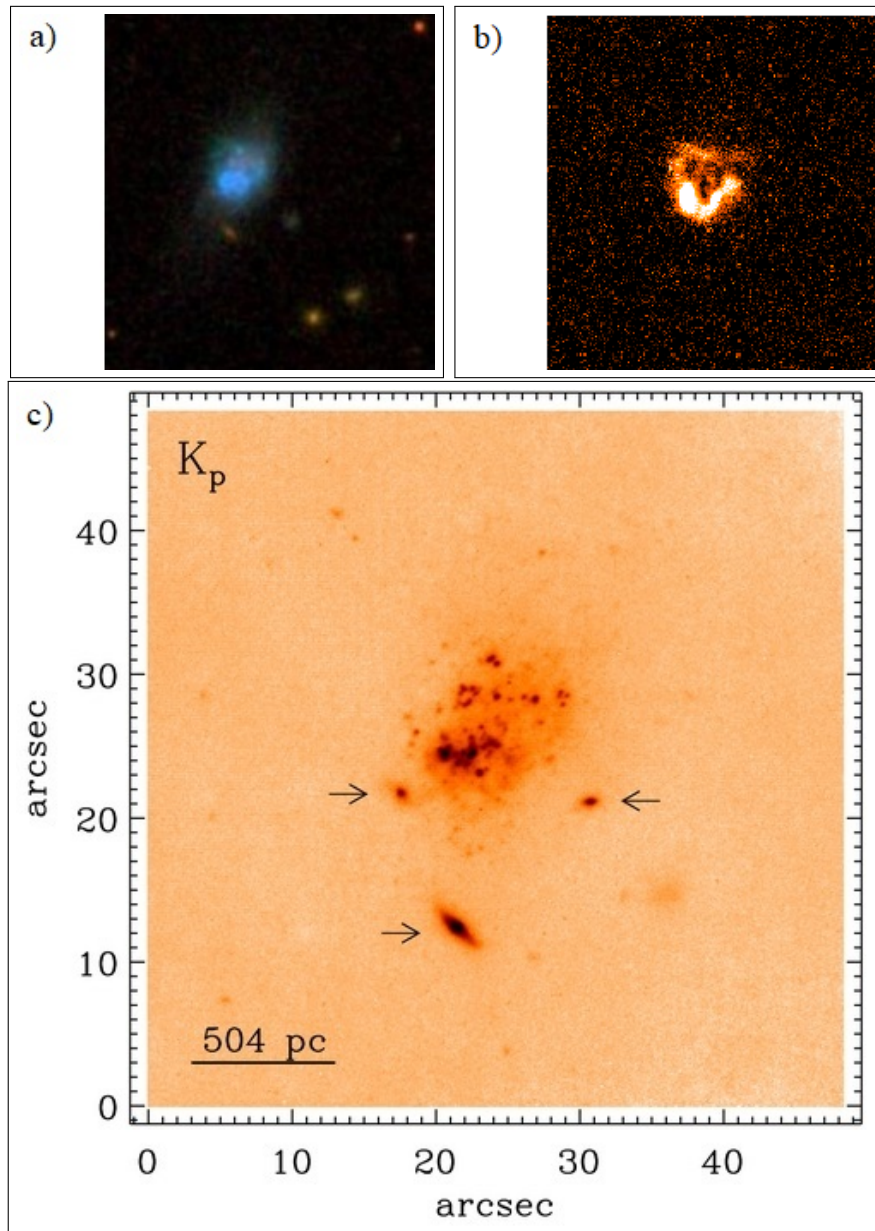


Figura 1.3: Imagens de Mrk 36 em diferentes bandas. a) Imagem no espectro óptico. b) Imagem só da distribuição do gás, banda estreita de  $H\beta$ . c) Imagem no infravermelho na banda k. As setas apontam para galáxias ao fundo. Fonte: SDSS DR16; Lagos et al., 2011.

<sup>9</sup>Near InfraRed Imager (NIRI) at Gemini North telescope in Gemini Observatory.

Outra característica semelhante compartilhada entre as galáxias HII e as regiões HII gigantes é a relação  $L - \sigma$ . Ela foi descoberta inicialmente para regiões HII gigantes e posteriormente nas GHII pelos pioneiros no assunto Melnick e Terlevich. Trata-se de uma relação empírica que correlaciona a largura das linhas de emissão da série de Balmer com a luminosidade. Essa relação torna as GHII objetos ideais para construir indicadores de distâncias extragalácticas. Ela será estudada com maior detalhe nas próximas seções.

### 1.3 Correlações empíricas e seus parâmetros

Na década de 70 os pesquisadores começaram a buscar por parâmetros que identificassem classes de galáxias. Dessa maneira poderiam descrever uma categoria de galáxia a partir de um conjunto de propriedades (Brosche, 1973). Tão logo o número de galáxias e parâmetros observados aumentaram, com o avanço tecnológico dos grandes telescópios, algumas correlações puramente empíricas foram encontradas. Os mecanismos que davam causa as correlações eram desconhecidos, mas ainda assim, as relações paramétricas constituíram ferramentas capazes de determinar distâncias extragalácticas. Elas associavam um parâmetro dependente da distância, como raio da galáxia ou luminosidade, a outro independente. Uma das correlações foi apresentada pela Dra. Sandra M. Faber e o Dr. Robert Earl Jackson (1976) usando uma amostra com 19 galáxias elípticas.

Eles apontaram a correlação observada entre a luminosidade integrada de galáxias elípticas ( $L$ ) e a dispersão de velocidade das estrelas ( $\sigma$ ). Obtiveram a famosa *relação Faber-Jackson*  $L \propto \sigma^4$ . Nesse caso a luminosidade é o parâmetro dependente da distância e a dispersão de velocidade é o parâmetro independente, uma vez que é calculada a partir das linhas de absorção no espectro de emissão da galáxia. A relação parte do princípio de que as galáxias elípticas sendo sistemas gravitacionalmente ligados estariam em equilíbrio dinâmico, suportado pela anisotropia das velocidades das estrelas como descrito pelo teorema do Virial<sup>10</sup>. Visando reduzir o espalhamento nos diagramas  $L - \sigma$ , a relação foi calibrada com a introdução de outros parâmetros de ajuste. Dressler et al. (1987) apresentaram em seu trabalho um novo parâmetro, o diâmetro fotométrico  $D_n$  na relação  $D_n - \sigma$ .  $D_n$  é o diâmetro da abertura circular que compreende o brilho superficial médio total  $\Sigma_e$ <sup>11</sup>. A correlação  $D_n - \sigma$  foi muito eficiente em diminuir a dispersão residual na nova relação  $L \propto \sigma^{8/3} \Sigma_e^{-3/5}$ . No mesmo ano Djorgovski e Davis (1987) demonstraram a correlação entre  $r_e$ ,  $\langle SB \rangle$  e  $\sigma$  e de maneira semelhante a Dressler et al. (1987), produziram por combinação linear as novas correlações  $L \propto \sigma^{3,45} \langle SB \rangle^{-0,86}$  e  $r_e \propto \sigma^{1,39} \langle SB \rangle^{-0,90}$ , onde  $r_e$  é o raio efetivo ou semieixo maior, obtido a partir de uma quantidade de brilho superficial  $\langle SB \rangle$ .

<sup>10</sup>O teorema do Virial define que a energia cinética média em um intervalo de tempo para um sistema estável de partículas, ligadas por forças potências, é equivalente a metade da energia potencial média de ligação do sistema. A dedução será realizada na sessão 2.3.

<sup>11</sup>Brilho superficial de uma galáxia é a quantidade de fluxo por unidade de área angular.

Embora apenas Djorgovski e Davis (1987) tenham utilizado o termo *plano fundamental*, ambos grupos construíram um plano formado por uma família de parâmetros em uma relação bi-paramétrica. O plano L (ou  $r_e$ ) formado pelo espaço de parâmetros  $\sigma - \langle SB \rangle$  foi usado como novo indicador de distâncias para galáxias elípticas. Os planos descritos em cada trabalho são  $\log r_e = 1,39(\log \sigma + 0,26\log \langle SB \rangle) - 6,71$  e  $\log L = -8,62(\log \sigma + 0,10\log \langle SB \rangle) + 16,14$ . A figura 1.4 mostra o resultado que Djorgovski e Davis obtiveram e o poder de refinamento que o segundo parâmetro trouxe à relação. Nos gráficos 1.4.a e 1.4.b estão, respectivamente,  $\langle \mu \rangle_e \times \log r_e$  e  $\log \sigma \times \log r_e$ , sendo  $\langle \mu \rangle_e = \log \langle SB \rangle$ . O gráfico da figura 1.4.c exibe o resultado da relação calibrada para o caso do raio efetivo como parâmetro dependente. A relação Faber-Jackson é um poderoso método de estimar distâncias extragalácticas e é válido para galáxias elípticas, aglomerados globulares e bojos de galáxias espirais.

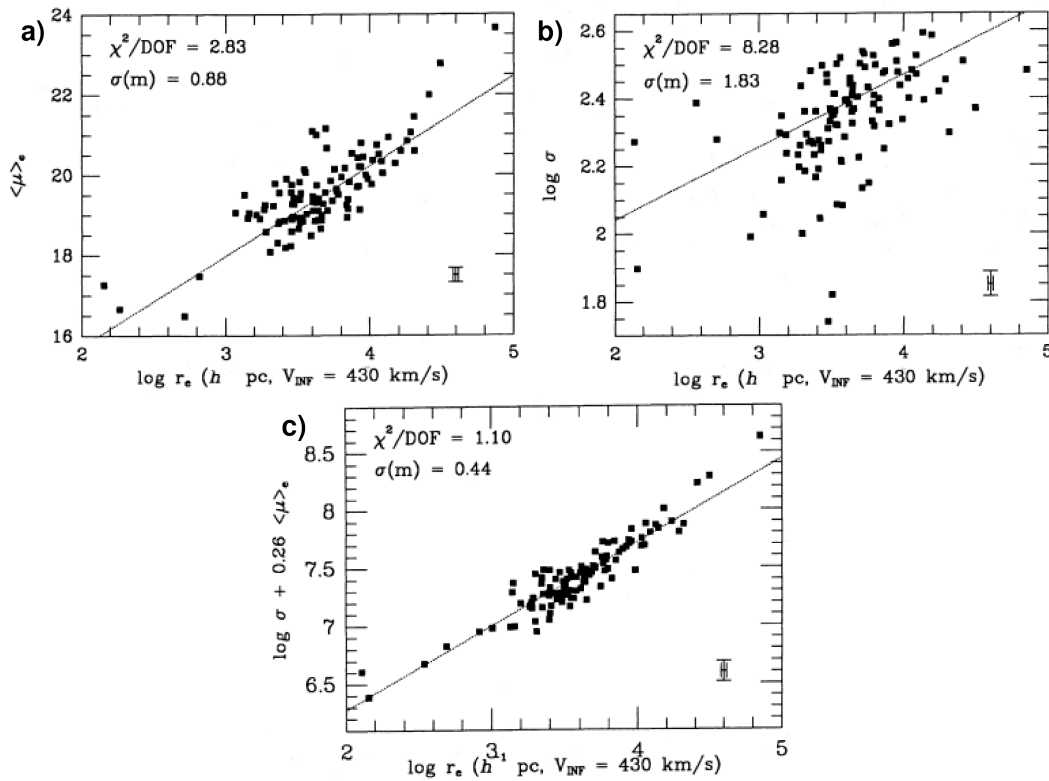


Figura 1.4: Plano fundamental  $r_e - \sigma - \langle SB \rangle$  das galáxias elípticas. a) Diagrama do brilho superficial  $\langle \mu \rangle_e = \log \langle SB \rangle$  pelo raio efetivo  $r_e$ . b) dispersão de velocidade  $\sigma$  e raio efetivo. c) O novo indicador de distâncias calibrado. Fonte: Djorgovski and Davis, 1987.

As galáxias espirais também dispõem de um indicador de distâncias extragalácticas. R. Brent Tully e J. Richard Fisher (1977) apresentaram a relação paramétrica entre a magnitude absoluta  $M_a$  e a velocidade de rotação máxima dos discos  $V_{rot}$ , para uma amostra de 10 galáxias espirais próximas e algumas do aglomerado de Virgo. Ela ficou conhecida como *relação Tully-Fisher*. No primeiro trabalho a magnitude absoluta foi derivada da fotometria na banda B e é o observável dependente da distância. O parâmetro

independente é a velocidade de rotação, calculada a partir da largura do perfil de linha de emissão do hidrogênio neutro<sup>12</sup> (HI), a linha 21 cm. Tully e Fisher demonstram a forma linear da correlação  $L \propto \Delta V^{2,5 \pm 0,3}$ , que permitiu a construção do módulo de distância<sup>13</sup>  $\mu_0 = 3,5 + 6,25 \log(\Delta V) + m$ , capaz de estimar a distância do aglomerado de Virgo. Na figura 1.5.a está a sobreposição da subamostra de 10 galáxias próximas e galáxias espirais do aglomerado de Virgo, usadas para calibrar a relação. O módulo de distância para o aglomerado de Virgo  $\mu_0 = 30,6 \pm 0,2$  mag foi estimado apenas com a amostra de galáxias próximas e corresponde a 13,2 Mpc. A amostra completa derivou o módulo de distância  $\mu_0 = 30,8 \pm 0,4$  mag.

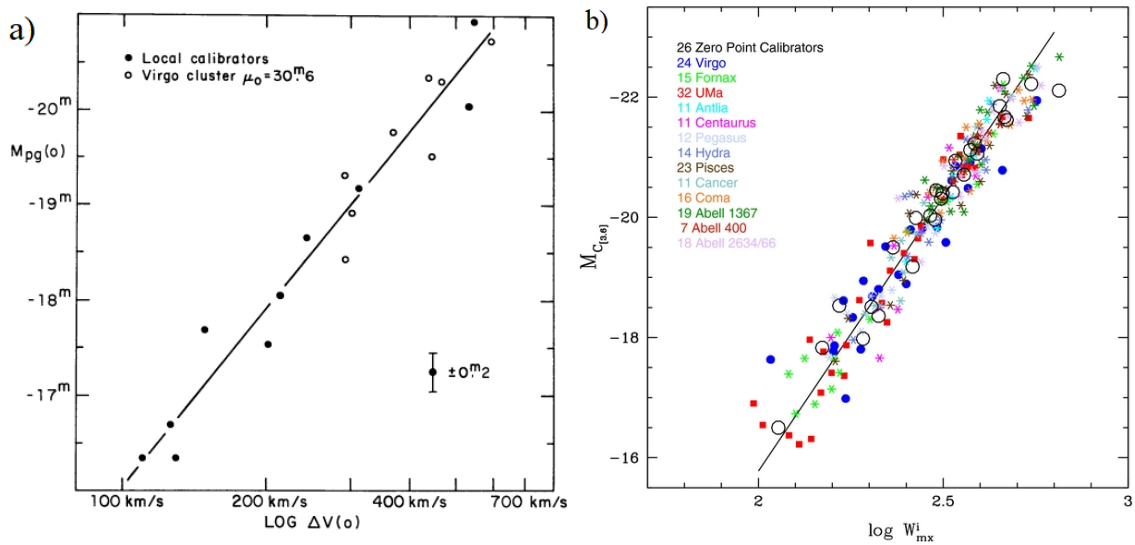


Figura 1.5: Relação Tully-Fisher. a) Diagrama logarítmico magnitude absoluta – velocidade de rotação para amostras sobrepostas de 10 galáxias próximas e galáxias espirais do aglomerado de Virgo. b) Diagrama logarítmico magnitude absoluta no infravermelho – largura 21 cm. Fonte: [Tully and Fisher \(1977\)](#); [Sorice et al. \(2013\)](#)

A origem da relação Tully-Fisher pode estar associada com a história de formação das galáxias e como a matéria se distribui. A massa luminosa formada pela massa das estrelas é acoplada à luminosidade de modo que a razão massa-luminosidade  $M/L$  é constante. O ponto zero da relação varia em função da razão massa-luminosidade e consequentemente, as galáxias com razão acima do esperado são menos brilhantes e aparecem deslocadas do ponto zero ([Bell et al., 2003](#)). Por outro lado, a massa gasosa de hidrogênio HI está distribuída ao longo do disco e orbita o centro da galáxia, com velocidade de rotação determinada pelo potencial gravitacional dos halos de matéria escura. A associação das

<sup>12</sup>O hidrogênio neutro (HI) atômico é a forma fria do átomo com emissão no comprimento de onda em 21 cm, observado na banda do rádio. Embora a transição de estado do elétron que causa radiação da linha 21 cm ocorra em intervalos temporais na escala dos milhões de anos, devido a abundante quantidade do gás nas galáxias espirais, torna-se mais fácil a detecção nos radiotelescópios.

<sup>13</sup>O módulo de distância é uma medida de distância na escala logarítmica. Ele é derivado da diferença entre a magnitude aparente ( $m$ ) e magnitude absoluta ( $M$ ), na forma  $\mu = 5 \log(d) - 5 = m - M$ .

duas características apontam para uma correlação entre a matéria bariônica, atrelada a luminosidade, e a matéria escura, que causa a velocidade de rotação observada (Courtois et al., 2009).

Tal como a relação Faber-Jackson, Tully-Fisher também foi calibrada para diminuir o espalhamento e obter indicadores de distâncias mais precisos. A fotometria no óptico foi substituída pelas de comprimento de onda mais longos como infravermelho próximo (banda I) e médio ( $3,6\mu m$ ). Nessa faixa de onda as fontes são dominadas pela luminosidade das estrelas velhas. Então a magnitude total representa melhor a massa luminosa das galáxias, uma vez que, não é contaminada pela população de novas estrelas brilhantes e massivas. Além disso, no infravermelho os efeitos de extinção causados pela poeira do meio interestelar são minimizados (Aaronson et al., 1982). Outra forma de aprimoramento foi estabelecer como o ponto zero da relação Tully-Fisher as distâncias de estrelas Cefeidas, obtidas precisamente na relação período-luminosidade. Sorce et al. (2013) utilizaram métodos de recalibração discutidos em trabalhos anteriores (Courtois and Tully, 2012), para derivar o ponto zero  $-20,34 \pm 0,10$  de uma amostra de galáxias com estrelas Cefeidas e obtiveram a relação Tully-Fisher aprimorada  $M_{3,6} = -(20,34 \pm 0,10) - (9,74 \pm 0,22)(\log W_{mx}^i - 2,5)$ . O parâmetro  $M_{3,6}$  é a magnitude absoluta no infravermelho  $3,6\mu m$  e  $W_{mx}^i$ , a largura da linha de 21 cm. Na figura 1.5.b está o modelo recalibrado com distâncias de Cefeidas (círculos vazados maiores). A relação Tully-Fisher tem potencial para determinar distâncias na escala de até 200 Mpc, escalas muito além daquelas onde as estrelas variáveis Cefeidas podem ser resolvidas.

No mesmo ano de publicação da relação Tully-Fisher, Melnick (1977) observou uma correlação estreita entre o diâmetro linear e a largura da linha de emissão global  $H_\alpha$  em regiões HII gigantes de galáxias espirais. O diâmetro linear foi definido pela soma do tamanho do núcleo  $D_c$ , a região mais brilhante, e o tamanho do halo  $D_H$ , a extensão com brilho superficial fraco  $D = \langle D_c, D_H \rangle$ <sup>14</sup>. O alargamento nas linhas foi expresso pela dispersão de velocidade  $\sigma$  e aparece em escala supersônica. A origem pode estar nos movimentos turbulentos da massa de gás, como foi levantado em trabalhos posteriores (Hippelein, 1986). Terlevich e Melnick (1981) estenderam a relação para galáxias HII em uma amostra combinada com RHIIGs e pela primeira vez, esses objetos foram incluídos no estudo de relações paramétricas de galáxias. Alcançaram como resultado relações de luminosidade, tamanho e dispersão de velocidades ( $L - \sigma$  e  $R - \sigma$ ) similares às encontradas para regiões HII gigantes, galáxias elípticas e aglomerados globulares. Isso indicou que possivelmente as GHII teriam uma dinâmica igual a desses sistemas auto-gravitantes. Por conseguinte, os movimentos supersônicos do gás seriam justificados por um modelo de sistema virializado com campos de velocidades dominados pelo potencial gravitacional da massa de gás e estrelas.

---

<sup>14</sup> $\langle D_c, D_H \rangle = \frac{1}{2}(D_c + D_H)$



Terlevich e Melnick (1981) sugerem que a relação possa ser calibrada com a inclusão de um segundo parâmetro ligado a metalicidade. Diferente das galáxias elípticas onde a luminosidade está acoplada a massa estelar total do sistema, nas RHIIGs e GHII a luminosidade é dominada pela emissão do gás ionizado por estrelas jovens. Então tomando as regiões de formação estelar como sistemas fechados e assumindo haver proporcionalidade entre a massa de gás nebular antes e a de estrelas jovens depois do burst, as regiões mais ricas em metais apresentam luminosidade  $H\beta$  por massa menor. Melnick et al. (1988) utilizaram uma amostra de GHII e refinaram a relação  $L-\sigma$  com a razão  $O/H$ . Eles obtêm a relação calibrada  $L \propto \sigma^{5,15 \pm 0,27} (O/H)^{0,85 \pm 0,23}$  usada como um indicador de distâncias. Outros parâmetros envolvendo evolução e formação estelar utilizados para calibrar, foram a largura equivalente  $H\beta$  ( $WH\beta$ ) e a taxa de excitação ( $[OIII]/[OII]$ ). Parâmetros esses, adotados devido à sensibilidade que a relação  $L-\sigma$  mostra quanto a evolução do evento starbursts (Bordalo and Telles, 2011).

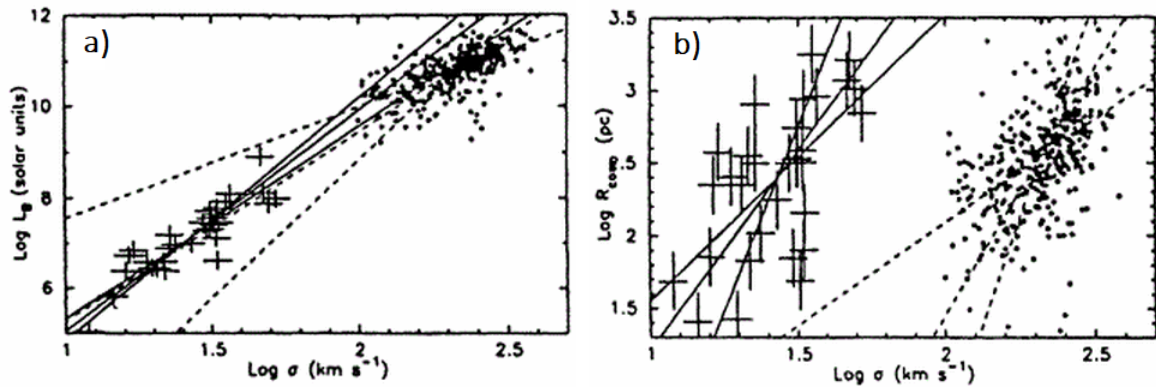


Figura 1.6: Semelhança entre as relações paramétricas das galáxias elípticas e GHII. Resultado dos mínimos quadrados para 31 GsHII e 397 galáxias elípticas. a) Diagrama logarítmico da luminosidade de galáxias HII (cruzes) e galáxias elípticas (círculos) pela dispersão de velocidade. b) Relação entre o raio do núcleo e a dispersão de velocidade, assumindo que para galáxias elípticas  $R_{core} = 0.05 \times R_{eff}$ . Fonte: Telles and Terlevich, 1993.

Telles e Terlevich (1993) demonstraram a similaridade entre as correlações existentes para galáxias HII e as observadas em sistemas auto-gravitantes. Na figura 1.6.a) a relação  $L-\sigma$  para as galáxias HII (cruzes) e galáxias elípticas (círculos) são similares, assim como a relação entre o tamanho da região de emissão e a dispersão de velocidade, apresentado na figura 1.6.b). Isso dá suporte para as relações das GHII definirem um plano fundamental semelhante às galáxias elípticas. Nesse caso, a relação possuiria uma dependência bi-paramétrica tendo como candidato a segundo parâmetro de calibração, o raio. A hipótese que descreve esse cenário assume as nuvens de gás das regiões de emissão como sistemas virializados. Telles e Melnick (2018) mostram através de distribuição de energia espectral (SED) que a luminosidade  $H\beta$  depende da massa de estrelas jovens e apresentam, uma excelente correlação entre os 2 parâmetros. Esse resultado pode indicar que a relação

$L - \sigma$  tem em sua essência uma relação entre com a massa de estrelas jovens e a massa do virial  $M_{jov} - M_{vir}$ , se as regiões de emissão forem sistemas virializados.

## 1.4 Indicadoras de parâmetros cosmológicos e distâncias extragalácticas

As galáxias HII são extremamente brilhantes, com luminosidades na linha  $H\beta$  da ordem de  $10^{39} - 10^{42} \text{ ergs}^{-1}$ , e conseqüentemente é possível observá-las em alto redshift. Isso faz o método  $L - \sigma$  uma relevante alternativa ao método que utiliza as supernovas Ia (velas padrão), como uma espécie de *relação padrão*, para calcular distâncias cosmológicas. [González-Morán et al. \(2021\)](#) construíram um indicador de distâncias extragalácticas utilizando a relação  $L - \sigma$  para uma amostra combinada de 181 GHII em alto e baixo redshift, no intervalo  $0,01 \leq z \leq 2,6$ . A partir do módulo de distância elaboraram o diagrama de Hubble, apresentado na figura 1.7, das GHII e RHIIGs. Os objetos são distribuídos em caixas separadas de alto-z, z-local e RHIIG. A linha sólida representa o módulo de distância cujo melhor ajuste para o modelo cosmológico com a relação  $L - \sigma$ , forneceu os parâmetros cosmológicos  $\Omega_m = 0,249_{-0,065}^{+0,11}$  e  $\omega_0 = -1,18_{-0,41}^{+0,45}$ . Na figura 1.8.a) estão os valores estimados e os contornos de probabilidade correspondentes aos níveis de confiança  $1\sigma$  e  $2\sigma$ .

A densidade de matéria ( $\Omega_m$ ) e o parâmetro da equação de estado da energia escura ( $\omega_0$ ) no modelo padrão  $\Lambda\text{CDM}$  valem  $\Omega_m = 0,3$  e  $\omega_m = -1$ , entretanto, os resultados são consistentes com os oferecidos por outros métodos. A figura 1.8.b) compara o resultado alcançado utilizando as GHII frente aos obtidos por SNIa e outras sondas cosmológicas, onde a maior proximidade se dá no resultado do JLA ([Betoule et al., 2014](#)). As barras de erro ainda são grandes e isso torna as GHII parcialmente consistentes com as outras sondas.

Outro resultado interessante foi extraído da análise conjunta entre GHII, radiação cósmica de fundo (CMB) e Oscilações Acústicas de Bárions (BAO). O plano de parâmetros  $\{\Omega_m, \omega_0\}$  obtido no ajuste do módulo de distância foi  $\Omega_m = 0,298 \pm 0,012$  e  $\omega_0 = -1,005 \pm 0,051$  e é totalmente coerente com o modelo  $\Lambda\text{CDM}$ .



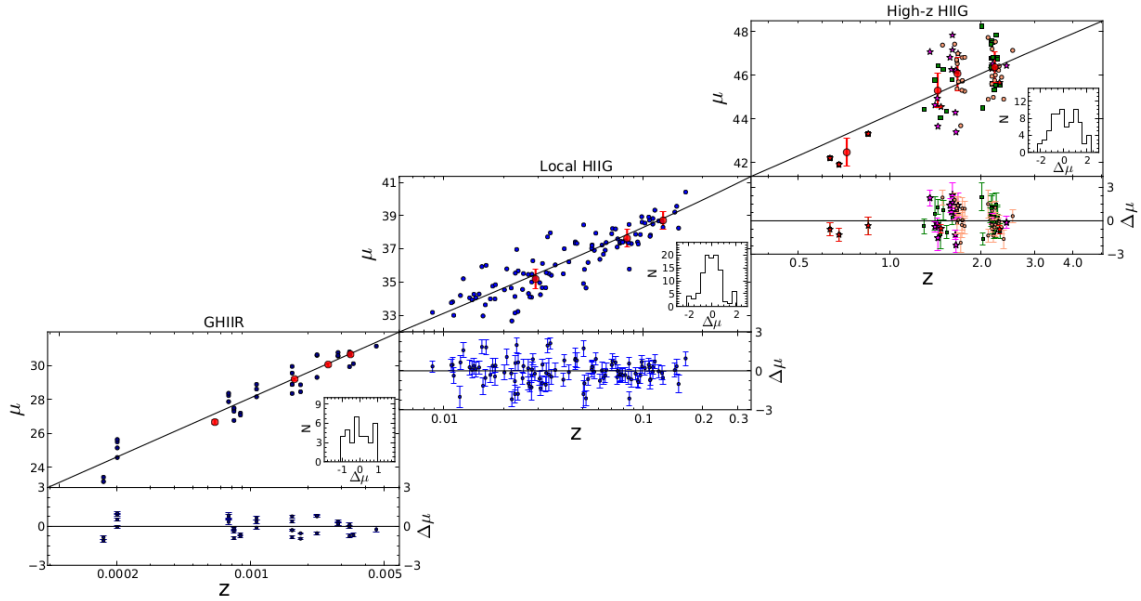


Figura 1.7: Diagrama de Hubble de uma amostra de RHIIGs e GHIIs em redshift alto e local. No eixo vertical o módulo de distância e no eixo horizontal o redshift. A linha sólida foi ajustada para os parâmetros  $\Omega_m = 0,249$  e  $\omega_0 = -1,18$ . Fonte: [González-Morán et al., 2021](#).

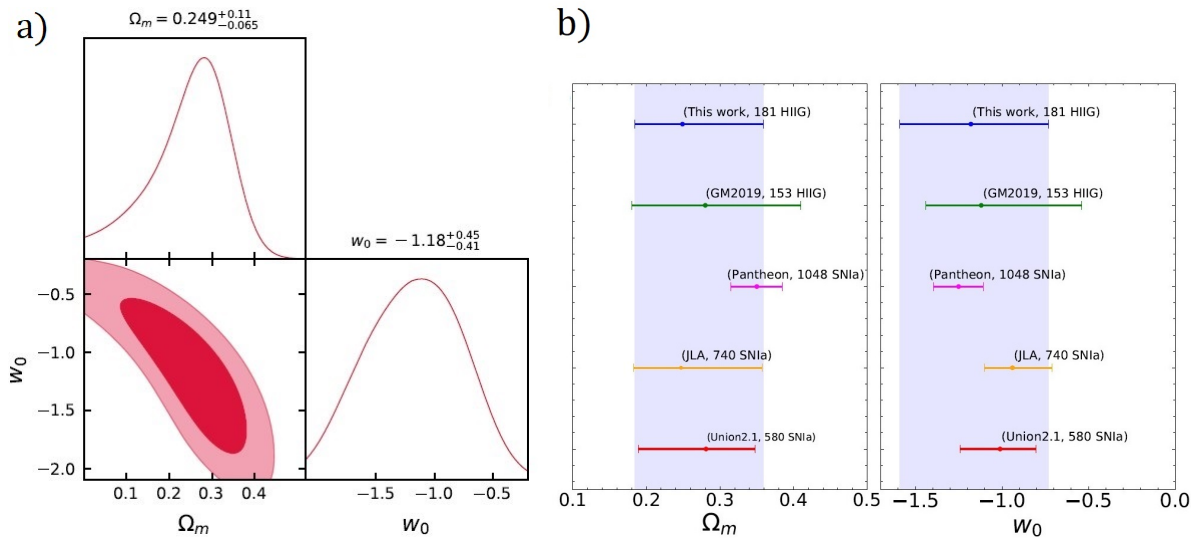


Figura 1.8: Parâmetros cosmológicos estimados a partir de GHIIR. a) Contornos da Likelihood correspondentes aos níveis de confiança de  $1\sigma$  e  $2\sigma$ . b) Comparação entre os parâmetros do espaço  $\Omega_m, w_0$  estimado para GHIIR e outros métodos. Fonte: [González-Morán et al., 2021](#).

Faz-se relevante ressaltar que todos os ajustes foram realizados sobre a relação  $L - \sigma$  não aprimorada com um segundo parâmetro de calibração. Foi usada outra correlação empírica, a relação período-luminosidade das estrelas Cefeidas nas RHIIG, para calibrar a relação fixando o ponto zero. As GHII foram responsáveis pela inclinação. Se fosse assegurada uma maneira de refinar a relação com um segundo parâmetro também, seria possível calcular parâmetros cosmológicos e distâncias extragalácticas com maior acurácia. A relação  $L - \sigma$  é um método independente e calibrá-la, coloca a frente de outras relações empíricas como Tully-Fisher e Faber-Jackson por se estender a redshift maiores ( $z > 2$ ). Além disso, os resultados podem ser cruzados com os de outros métodos para entender melhor as incertezas sistemáticas existentes entre eles, em especial as SNIa.

Esse trabalho destina-se a estudar a relação  $L - \sigma$  em uma tentativa de calibrá-la com um segundo parâmetro. No próximo capítulo, serão apresentadas algumas hipóteses desenvolvidas para explicar o alargamento observado nos perfis de linha de emissão do H. Há a possibilidade de o segundo parâmetro estar associado a origem dos perfis e com efeito, as hipóteses podem indicá-lo. Inicialmente abordaremos o raio como um segundo parâmetro, mas não nos limitaremos ao parâmetro de tamanho. Como foi comentado na seção anterior, a relação pode ser sensível à evolução dos eventos de starburst. Os parâmetros  $W_{H\beta}$  e  $O/H$ , não podem faltar nesse estudo e são descritos melhor no capítulo 3.

## Capítulo 2

# A origem dos movimentos supersônicos

A região HII é um volume do meio interestelar, constituído de H, He e outros metais, ionizado por uma ou até milhares de estrelas massivas. Devido ao fluxo de radiação UV emitido por estrelas do tipo espectral O e B, o gás remanescente do processo de formação estelar é ionizado. Então as regiões HII sempre indicam a presença de estrelas jovens e massivas. Assumindo o cenário simples para explicar a estrutura interna da região, com uma única fonte de ionização, considerasse que a estrela no interior da nuvem emita fótons UV a uma taxa constante. No processo de ionização do HI é necessário que os fótons tenham energia suficiente para remover o elétron do estado fundamental, aprisionado pela barreira de potencial elétrico, e levá-lo ao estado de elétron livre. Fótons abaixo do comprimento de onda ultravioleta, no valor definido como *limite de Lyman*  $\lambda < 912 \text{ \AA}$ , possuem a energia necessária para ionizar o HI ( $E_{min} = 13,6eV$ ). A frente de ionização formada pelos fótons energéticos, atravessa o gás circundante foto-ionizando-o em um volume esférico conhecido como esfera de Strömgren. O gás é praticamente de hidrogênio, mas metais como oxigênio e nitrogênio representam uma fração pequena da sua composição. As recombinações dos elétrons e prótons do plasma formado dão origem a novos átomos de HI e no processo, emitem um conjunto de linhas de transição eletrônica. As estrelas da classe O e B têm, respectivamente, temperaturas superficiais de  $4 \times 10^4 \text{ K}$  e  $1,55 \times 10^4 \text{ K}$ , portanto, a temperatura eletrônica do gás ionizado é da mesma ordem. Nessa faixa de temperatura o gás tem movimentos internos com velocidades em escalas supersônicas<sup>1</sup>  $v_{term} \approx 12 \text{ km s}^{-1}$ .

Calibrar a relação  $L-\sigma$  envolve de forma subjacente compreender a natureza física que a origina. Atualmente a ideia é que o alargamento das linhas é atribuído aos movimentos do gás, contudo, o que causa o movimento turbulento ainda é de grande debate sem

---

<sup>1</sup>Pelo teorema da equipartição para o gás HII, relaciona-se a temperatura do sistema a sua energia média. Assim a velocidade térmica  $v_{term} = \sqrt{2kT_{HII}m_H} = 12,845 \text{ km s}^{-1}$ . Onde a massa do átomo de Hidrogênio é  $m_H = 1,674 \times 10^{-27} \text{ kg}$ , constante de Boltzmann  $k = 1,38 \times 10^{-23} \text{ JK}^{-1}$  e  $T_{HII} = 10^4 \text{ K}$ .

concordância. As dispersões supersônicas de velocidade observadas estão entre  $10 \leq \sigma_{H\alpha} \leq 100 \text{ km s}^{-1}$  para RHIIG e GHII. Ainda que os movimentos térmicos do gás HII sejam o suficiente para provocar sensível alargamento nas linhas, não podem explicar as escalas de velocidades observadas. Muitos estudos acerca da dinâmica interna das regiões de formação têm sido feitos. [Telles et al. \(2001\)](#) e [Bordalo et al. \(2009\)](#) mostraram em estudos sobre propriedades cinemáticas do gás nas regiões HII que o nó de formação estelar principal, a região de superaglomerados responsável pelas linhas de emissão mais intensas, domina tanto a fonte de emissão quanto o movimento interno das GHII. Através do *integral field spectroscopy*<sup>2</sup> eles confirmaram para a galáxia II Zw 40 que, a largura da linha medida no núcleo de formação estelar é a mesma medida ao longo de toda região starburst. Esse resultado significa que mesmo galáxias com estruturas complexas, que possuem múltiplos núcleos de emissão, o alargamento das linhas e a dinâmica interna pode ser descrita pela região HII principal.

Um método comum no estudo da cinemática das regiões gasosas é o ajuste gaussiano aos perfis de linhas de emissão. A representação através da função analítica gaussiana, descreve bem o perfil das linhas cujo alargamento tem como razão principal o movimento turbulento e aleatório do gás. As GHII podem apresentar perfis de linhas aproximadamente gaussianos ou assimétricos. No caso dos perfis aproximadamente gaussianos a correlação entre  $L$  e  $\sigma$  parece ser mais estreita do que no assimétrico ([Bordalo and Telles, 2011](#)). Assim é possível associar o perfil gaussiano ou quase gaussiano das linhas de emissão à dispersão de velocidade do gás através da medida  $FWHM$ <sup>3</sup> da linha. Na figura 2.1 é apresentado três classes de perfis de linhas observadas, são elas: quase gaussiana, irregular e perfil com asas.

Décadas de estudos e sofisticação nos métodos observacionais ajudaram a construir hipóteses sobre a origem das dispersões de velocidade e propor modelos dinâmicos, para explicar como se mantém estáveis. Entre as possíveis causas citam-se: explosões de supernovas, ventos estelares e movimentos virilizados.

---

<sup>2</sup>Integral field spectroscopy (espectroscopia de campo integral) é uma técnica observacional que permite a espectroscopia de uma área bidimensional do plano de uma imagem, para obter dados espectrais espacialmente resolvidos.

<sup>3</sup>Largura à meia altura (do inglês full width at half maximum).  $FWHM = 2.355\sigma$ .

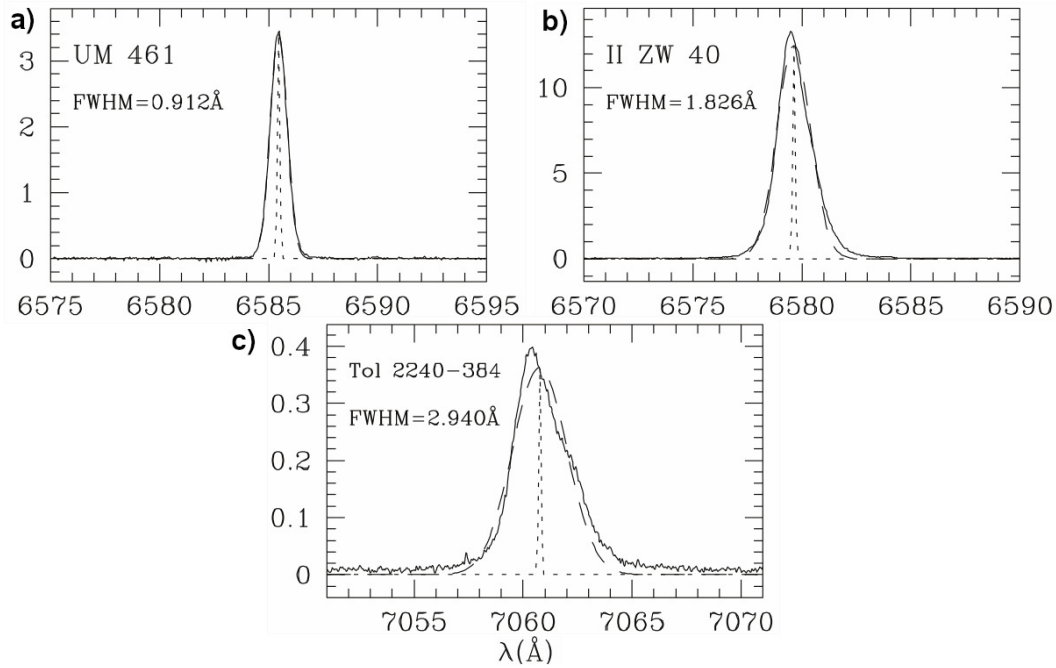


Figura 2.1: Três classes de perfil de linha. a) Quase gaussiano. b) Irregular. c) Perfil com asas. Fonte: [Bordalo and Telles, 2011](#).

## 2.1 Modelo de explosão de supernovas

As supernovas (SNs) de colapso aparecem no final da vida das estrelas massivas ( $8 \leq M/M_{\odot} \leq 40$ ). Nesse estágio da evolução estelar o processo libera energia da ordem de  $10^{49}$ – $10^{51}$  erg em uma onda de choque. Uma fração da energia total na forma de energia cinética é transferida ao meio, na fase de expansão livre, conferindo-lhe velocidades supersônicas de aproximadamente  $10^3 \text{ km s}^{-1}$ . No processo o material ejetado entra em contato com o gás circundante e são formados os remanescentes de supernovas. O material quente a temperaturas coronais<sup>4</sup> de  $10^6$ – $10^7 \text{ K}$  aumenta a pressão do meio interestelar forçando o gás a expandir com velocidades supersônicas e a medida que se desloca, o remanescente de supernova cria uma extensa estrutura com cavidade em forma de bolha. Essa estrutura, também chamada *concha*, é detectada por observações no contínuo do rádio e no raio - X. As bolhas, ao lado de filamentos de anel, são formas típicas de supernovas e comumente observadas nas regiões de starburst como uma assinatura da evolução estelar.

O modelo de explosões de supernovas justifica os vestígios de remanescentes encontrados nas GHII ([Vanzi et al., 1996](#) e [Ulvestad et al., 2007](#)) e a turbulência no gás. No entanto, as observações indicam que as supernovas não ocorrem em taxas suficientes para fornecer energia de maneira contínua e manter as dispersões de velocidade típicas ([Melnick](#)

<sup>4</sup>Temperatura coronal se refere a temperatura do envoltório solar de nome Corona (ou Coroa) solar que é da ordem de  $10^6 \text{ K}$ .

et al., 1987). Além disso, a energia cinética das expansões é muito superior a gravitacional da região, fazendo as bolhas atingirem tamanhos de  $10^2$  pc (Yao et al., 2006). Se as supernovas ocorressem nas taxas necessárias para manutenção da turbulência observada, rapidamente levariam ao fim da região de formação estelar. Hoje o modelo apenas de supernovas é descartado para explicar a dinâmica global do gás, mas combinado a outros modelos é aceitável que contribua ao movimento discretamente. Elas poderiam ser a causa dos perfis de linha com asas e componentes nas GHII.

## 2.2 Modelo de ventos estelares

Além da radiação fotoionizante, que dá origem as RHII, as estrelas massivas interagem com o meio interestelar circundante através dos ventos estelares que podem possuir velocidades terminais altíssimas. Todas as estrelas perdem parte da massa transportada na forma dos ventos estelares. As estrelas mais massivas têm maiores taxas de perda da matéria e são responsáveis pelos ventos mais intensos. Em comparação a estrelas do tipo solar que apresentam perda da ordem de  $10^{-14}M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ , as estrelas do tipo OB perdem cerca de 50% da massa inicial até o fim da sequência principal a taxas de  $10^{-8} - 10^{-6}M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$  (Puls et al., 2008). Seus ventos podem atingir velocidades supersônicas de  $10^3 \text{ km s}^{-1}$ . Um tipo de estrela caracterizada pela forte perda de massa são as Wolf-Rayet (WR). Suas taxas variam de  $10^{-5} - 10^{-4}M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ , proporcionando ventos com velocidade de escape de  $1-2 \times 10^3 \text{ km s}^{-1}$  (Smith, 2014). Existem evidências de estrelas na fase WR nos superaglomerados das RHIIGs e GsHII (Vacca and Conti, 1992; Torres-Campos et al., 2017), embora sejam fundamentalmente compostos pelas populações típicas do tipo O e B.

Assim como o modelo de supernovas, os ventos estelares explicam a origem e a dinâmica das bolhas em expansão. A evolução dessas estruturas foi proposta a partir dos anos 70 para o modelo de ventos estelares (Castor et al., 1975; Dyson, 1979). A figura 2.2 apresenta um diagrama esquemático da interação dos ventos com o meio interestelar.

- (i) As estrelas estão agrupadas espacialmente na região central ionizando o meio. Os ventos emitidos arrastam o gás comprimindo-o em camadas mais densas e quentes.
- (ii) Gerando uma bolha (ou concha) de gás quente em expansão que separa as estrelas e os ventos, por uma zona descontínua, do gás fotoionizado.
- (iii) A bolha quente difusa desloca ondas de choque sobre a região HII externa e a perturbação ocasiona a turbulência da região. O alargamento das linhas de emissão advém da região de gás turbulento.
- (iv) As ondas de choque atravessam o gás até os limites do gás neutro circundante. O vento produz estruturas com algumas poucas dezenas de parsec, com dispersões de

velocidade nas faixas observadas.

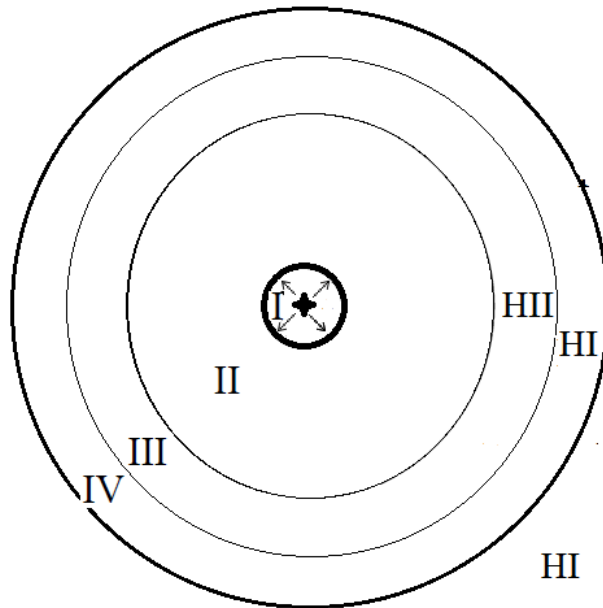


Figura 2.2: Esboço esquemático da interação entre os ventos estelares e a região HII. No centro um pequeno aglomerado ionizando o meio e emitindo ventos estelares (setas). I – O volume esférico gerado pelos ventos termina em uma camada de gás espesso e aquecido. II – Região da bolha em expansão. III – Região HII perturbada pelas ondas de choque da bolha. IV – Meio neutro perturbado pela bolha.

Yao et al. (2006) combinam os dois mecanismos de ejeção da matéria, ventos estelares e supernovas, para explicar a dinâmica global do gás em galáxias starbursts. As emissões com perfis de linhas aproximadamente gaussianas podem derivar da combinação de várias bolhas (Melnick et al., 1999). Outros estudos apostam na presença dos remanescentes de supernovas associado aos ventos para causar as altas velocidades observadas nos perfis assimétricos (Chu and Kennicutt, 1994). Porém, mesmo que esses modelos expliquem a presença das bolhas não são capazes de reproduzir as correlações empíricas entre a luminosidade, largura das linhas de hidrogênio e raio.

## 2.3 Modelo de movimento virializado

O modelo de movimento virializado proposto por Terlevich e Melnick (1981), surge do fato das RHIIGs e GHII satisfazerem as mesmas relações paramétricas  $L - \sigma$  e  $R - \sigma$ , observadas em sistemas auto-gravitantes. A origem dessas relações está em um modelo gravitacional semelhante ao encontrado em galáxias elípticas, aglomerados globulares e bojo de espirais. O teorema do virial implica movimentos randômicos das partículas. Diferente das galáxias elípticas onde as partículas que formam o sistema virializado são

estrelas, nas GHII e RHIIG o sistema é composto de nuvens de gás. Então a largura da linha é consequência da contribuição dos movimentos virializados de pequenas nuvens de gás suportadas pela ação gravitacional. Dado que as regiões HII estariam confinadas no poço de potencial do sistema movendo-se a velocidades supersônicas, colisões entre as nuvens ocorreriam em intervalos curtos de tempo. Isso implica no colapso da região em decorrência da perda de energia cinética do gás, dissipada nas colisões inelásticas.

Esse cenário dificulta manter as RHII em equilíbrio virial por muito tempo, mas ainda assim o modelo tem sido aceito como alternativa para explicar as GHII e RHIIGs que apresentam linhas com perfil gaussiano. Acredita-se que a emissão venha de fontes sobre o poço de potencial. Em contrapartida, os perfis assimétricos de múltiplas componentes (figura 2.1.c) não são explicados apenas pelo modelo de movimento virializado, além de não oferecer uma mecânica para injeção de energia ao sistema.

Segundo o teorema do Virial a energia potencial total  $\langle U \rangle$ , para um sistema em equilíbrio ligado por forças potencial, é o dobro da energia cinética total média  $\langle K \rangle$  em um intervalo de tempo.

$$\langle K \rangle = -\frac{1}{2} \sum_{i=1}^N \langle F_i \cdot r_i \rangle \quad (2.1)$$

$$2\langle K \rangle + \langle U \rangle = 0 \quad (2.2)$$

As equações acima definem o modelo para um sistema de N partículas, onde  $F_i$  é a força sobre a i-ésima partícula na posição  $r_i$ .

Assumindo uma distribuição idealmente esférica de massa M delimitada por um raio R, as energias são dadas por

$$\langle K \rangle = \frac{1}{2} M \langle v^2 \rangle \quad (2.3)$$

$$\langle U \rangle = -C \frac{GM^2}{R} \quad (2.4)$$

Portanto, o teorema fica

$$M \langle v^2 \rangle - C \frac{GM^2}{R} = 0, \quad (2.5)$$

onde o sistema se move com velocidade média quadrática  $\langle v^2 \rangle$  e a densidade do meio irá influenciar no valor da constante C ( $C = 3/5$  no gás de densidade uniforme). G é a conhecida constante universal gravitacional. No modelo a distribuição de velocidades se dá de forma isotrópica nas 3 dimensões, então ela se relaciona com a dispersão do gás por

$$\langle v^2 \rangle = \langle v_x^2 \rangle + \langle v_y^2 \rangle + \langle v_z^2 \rangle = 3\sigma_{obs}^2 \quad (2.6)$$



Nesse caso  $\sigma_{obs}$  se trata da dispersão observada sem correções de origem térmica e instrumental. Substituindo (2.6) em (2.5), tem-se a aproximação

$$\sigma_{obs} \approx \sqrt{\frac{GM}{R}} \quad (2.7)$$

Aplicando a relação massa-luminosidade  $M/L = const.$  sobre a eq. (2.7), o resultado demonstra que a correlação paramétrica depende do raio e deste modo, coloca-o como candidato a segundo parâmetro de calibração.

$$L \propto R\sigma^2 \quad (2.8)$$

Em objetos extensos o brilho superficial pode variar espacialmente. Tomá-lo como constante implica em um sistema cuja luminosidade depende apenas da geometria da fonte emissora, uma vez que a luminosidade aumenta com a superfície<sup>5</sup>. Para uma distribuição esférica  $L = \alpha R^2$ , onde  $\alpha = const.$ , substituindo em (2.8) demonstra-se que

$$R \propto \sigma^2 \quad (2.9)$$

e

$$L \propto \sigma^4 \quad (2.10)$$

Existe a possibilidade de a física por trás das relações ser uma combinação de processos distintos, ou mesmo que cada modelo contribua para os movimentos do gás em certo nível. O modelo que tenta explicar o movimento global do gás sem abdicar dos movimentos virializados e ainda sim, resolver o problema da injeção de energia no sistema, foi o *modelo de agitação cometária*<sup>6</sup>. Tenorio-Tagle et al. (1993) elaboraram um mecanismo de reabastecimento da energia via múltiplas fontes de vento estelares. No proto-aglomerado há famílias de estrelas de baixa massa na sequência principal, que estão ligadas em função da gravidade e deslocam-se com velocidades virial  $\sigma_*$  derivadas pela equação 2.7. Enquanto se deslocam, as estrelas interagem com o gás e os ventos estelares varrem a nuvem conferindo energia ao sistema. O gás adquire movimento turbulento médio ( $\sigma_{gás} \approx \sigma_*$ ) sendo agitado pelos choques cometários gerados pelos ventos que atravessam a nuvem com velocidades supersônicas. Assim é garantido a manutenção dos movimentos supersônicos e as estruturas observadas em forma de arco (ou concha). A relação  $L - \sigma$  é resgatada

---

<sup>5</sup>O brilho superficial não depende da distância  $d$ , apenas da geometria das fontes.  $I = \frac{L/(4\pi d^2)}{(R/d)^2}$ .

<sup>6</sup>Cometary stirring model (CSM)

através da equação

$$L_c = \frac{4c\sigma_{obs}^4}{9G} = 0,5 \times 10^8 L_\odot \left( \frac{\sigma_{obs}}{10 \text{ km.s}^{-1}} \right)^4, \quad (2.11)$$

onde a luminosidade do aglomerado  $L_c$ , aparece em função da dispersão de velocidade do gás  $\sigma_{obs}$  e segue independente da velocidade média e da luminosidade dos ventos estelares.

## 2.4 Galáxias HII como indicadores de distâncias

Desconhecer os agentes físicos que deram origem às relações  $L \propto \sigma$  e  $R \propto \sigma$ , não foi impeditivo para que elas pudessem ser utilizadas na determinação de distâncias extragalácticas. Para derivar os indicadores de distância basta incorporar as relações nas equações dos parâmetros que dependem da distância, a luminosidade e o raio. A luminosidade intrínseca é dada por

$$L = 4\pi F_\lambda D_L^2, \quad (2.12)$$

onde  $D_L$  é a distância de luminosidade,  $F_\lambda$  é o fluxo da linha com um determinado comprimento de onda  $\lambda$ . Substituindo a relação  $L \propto \sigma^{\alpha_1}$  na equação (2.12), obtém-se um indicador de distância em função do fluxo luminoso e da dispersão de velocidade  $\xi(F_\lambda, \sigma)$ :

$$2\xi = \alpha_1 \times \log \sigma - \log F_\lambda - \log 4\pi + \kappa \quad (2.13)$$

No indicador,  $\xi$  é o logaritmo da distância observador - fonte e  $\alpha_1$  o expoente obtido no ajuste.  $\kappa$  representa parâmetros de ajuste cosmológicos ou outros parâmetros de aprimoramento da relação como o raio. O fluxo e a dispersão de velocidade  $\sigma$  são parâmetros medidos, não calculados, e assim independem da distância.

Para construir um indicador de distância usando a relação  $R \propto \sigma$  é preciso considerar o raio físico. O raio físico é calculado a partir do raio angular observável  $\theta_{ang}$  e a distância de diâmetro angular  $D_a$

$$R = \frac{\theta_{ang} D_a}{260.265} \quad (2.14)$$

Levando em conta a relação de dualidade das distâncias cósmicas (Etherington, 1933)

$$\frac{D_L}{D_a} = (1+z)^2 \quad (2.15)$$

é possível vincular a relação  $R \propto \sigma^{\alpha_2}$  para obter o indicador em função do raio observado

e a dispersão de velocidade  $\xi(\theta_{rad}, \sigma)$ :

$$\xi = \alpha_2 \times \log \sigma - \log \theta_{rad} + \kappa \quad (2.16)$$

A escolha do raio observado precisa estar alinhada a hipótese apresentada. No movimento virializado o raio representa o tamanho da região que colabora para os movimentos supersônicos do gás. Voltaremos a essa questão no próximo capítulo, onde apresentaremos o conjunto de dados que compõem nosso trabalho. As características e correções dos principais parâmetros da relação serão detalhados, assim como, os outros candidatos a calibradores,  $W_{H\beta}$  e O/H.

# Capítulo 3

## Metodologia

Nesse capítulo nós mostraremos: como obtivemos os dados da nossa amostra e os equipamentos utilizados; o cálculo dos parâmetros e suas correções com base nos dados dos artigos auxiliares; metodologia adotada para medir os raios; a estatística das relações paramétricas e o objetivo do trabalho.

### 3.1 Amostra

Esse trabalho reúne em uma única amostra robusta, 207 GHII distribuídas ao longo do intervalo de redshift  $0,002 \leq z \leq 0,2$  (figura 3.1). Chamada amostra global, ela é formada a partir de 3 amostras distintas brevemente resumidas abaixo:

- A primeira traz 75 GHII extraídas do trabalho de [Bordalo and Telles \(2011\)](#), sendo 65 com perfil de linha gaussiano e 10 de perfil irregular (linhas assimétricas) ou com componentes (pico duplo de mesma intensidade). No trabalho, Bordalo e Telles demonstram que as fontes com perfil de linha gaussiano possuem relações mais estreitas com a luminosidade e costumam estar associadas as galáxias com maior valor de largura equivalente.
- A segunda amostra conta com 107 galáxias obtidas de [Chavez et al. \(2014\)](#). Nessa subamostra foi imposto um limite superior na dispersão de velocidade de  $\log \sigma_{H\beta} < 1,8 [kms^{-1}]$ . [Melnick et al. \(1988\)](#) demonstrou que dessa maneira, a probabilidade de incluir objetos com múltiplos aglomerados ionizantes contribuindo para o fluxo total é minimizada.
- A terceira é uma amostra de 25 GHII que traz dados espectroscópicos completamente novos observados em 2016. A amostra foi previamente apresentada sobre o diagrama BPT na figura 1.2.

As três amostras são chamadas BT11, CH14 e FE16, respectivamente.

Contamos também com imagens de banda estreita de  $H\beta$  para 39 GHII obtidas do catálogo [Lagos et al. \(2007\)](#). Todas as galáxias estão presentes em BT11 e cerca de 1/4 dessa subamostra é formada por galáxias com perfil de linha irregular. As imagens foram utilizadas para medir os raios, nós chamaremos o trabalho de origem delas de LTM07. Para nos auxiliar na análise inicial sobre a qualidade dos raios e do método, usamos as imagens do SDSS DR16 na banda u e g de 13 GHII. Na tabela 3.1 estão todas as galáxias que compõem nossa amostra. Na coluna (1) estão os índices referentes as galáxias da coluna (2), col. (3) é o redshift heliocêntrico, col. (4) e (5) são as coordenadas e col. (6), a origem da amostra.

Tabela 3.1: Tabela de apresentação da amostra completa com 207 GHII.

(1)	Galáxia (2)	$z_{hel}^d$ (3)	$\alpha(J2000)$ ( $^\circ$ ) (4)	$\delta(J2000)$ ( $^\circ$ ) (5)	Amostra (6)
1	UM 238	0.01427	6.176470	1.733810	BT11
2	UM 306	0.01649	17.645820	2.114300	BT11
3	UM 323	0.00648	21.694150	-0.646130	BT11
4	Tol 0127-397	0.01735	22.316040	-39.510470	BT11
5	UM 137	0.00591	26.599580	4.269630	BT11
6	UM 151	0.01607	29.411940	2.423310	BT11
7	UM 382	0.01206	29.539010	-0.110550	BT11
8	UM 395	0.02234	31.736680	1.697880	BT11
9	UM 396	0.02078	31.860340	2.948670	BT11
10	UM 408	0.01153	32.847410	2.341570	BT11
11	UM 417	0.00872	34.876060	-0.986440	BT11
12	CTS 1003	0.01684	38.182210	-39.574040	BT11
13	CTS 1006	0.02072	70.539670	-45.419950	BT11
14	CTS 1007	0.04130	71.706070	-30.149570	BT11
15	CTS 1008	0.06106	72.915120	-31.884950	BT11
16	Tol 0505-387	0.02897	76.753370	-38.649330	BT11 <sup>a</sup>
17	Tol 0510-400	0.04132	77.984460	-39.996380	BT11
18	Tol 0528-383	0.01163	82.489190	-38.302000	BT11 <sup>a</sup>
19	Tol 0559-393	0.04478	90.182960	-39.318740	BT11
20	Tol 0610-387	0.00575	93.059120	-38.773190	BT11 <sup>a</sup>
21	Tol 0614-375	0.03157	94.057470	-37.610300	BT11
22	Tol 0633-415	0.01640	98.792490	-41.561580	BT11 <sup>a</sup>
23	Tol 0645-376	0.02579	101.708900	-37.722680	BT11 <sup>a</sup>
24	MRK 1201	0.01857	111.440420	29.952780	BT11
25	Cam 0840+1201	0.02938	130.587260	11.833440	BT11
26	Cam 0840+1044	0.01044	130.652430	10.553880	BT11 <sup>a,c</sup>
27	Tol 1008-286	0.01384	152.575330	-28.963470	BT11 <sup>a</sup>
28	CTS 1011	0.01207	154.838460	-22.143060	BT11 <sup>a</sup>
29	CTS 1012	0.01089	155.337580	-21.607560	BT11
30	Tol 1025-285	0.03073	156.856250	-28.792420	BT11 <sup>a</sup>
31	CTS 1017	0.03544	159.418390	-25.966540	BT11 <sup>a</sup>
32	CTS 1018	0.03925	159.527360	-26.365620	BT11
33	CTS 1019	0.06651	160.265380	-22.573250	BT11
34	CTS 1020	0.01248	161.934790	-20.963500	BT11 <sup>a</sup>
35	CTS 1022	0.01369	162.167420	-19.449160	BT11 <sup>a</sup>
36	MRK 1271	0.00335	164.037920	6.172890	BT11 <sup>a,c</sup>
37	MRK 36	0.00212	166.242900	29.139610	BT11 <sup>a,c</sup>
38	UM 439	0.00382	174.153330	0.816110	BT11 <sup>a,c</sup>
39	Tol 1147-283	0.00626	177.513330	-28.671420	BT11 <sup>a</sup>
40	UM 456	0.00572	177.651250	-0.567580	BT11 <sup>a,c</sup>
41	UM 461	0.00352	177.888960	-2.372760	BT11 <sup>a,c</sup>
42	UM 463	0.00468	178.197980	-0.668800	BT11 <sup>a,c</sup>
43	CTS 1026	0.00577	181.496960	-27.015610	BT11
44	MRK 1318	0.00504	184.791160	3.856520	BT11 <sup>a,c</sup>
45	Tol 1223-359	0.00930	186.445620	-36.233530	BT11 <sup>a</sup>

*Continua.*

Continuação tabela 3.1

(1)	Galáxia (2)	$z_{hel}^d$ (3)	$\alpha(J2000)$ (°) (4)	$\delta(J2000)$ (°) (5)	Amostra (6)
46	[SC98] 13016-2236	0.01041	196.063330	-22.881390	BT11 <sup>a</sup>
47	CTS 1029	0.03633	196.521130	-22.622680	BT11
48	UM 559	0.00429	199.428330	-1.000280	BT11 <sup>a,c</sup>
49	[SC98] 13191-2212	0.02377	200.458330	-22.475330	BT11 <sup>a</sup>
50	UM 570	0.02249	200.947770	-1.547780	BT11
51	POX 186	0.00415	201.452770	-11.610490	BT11
52	Tol 1345-420	0.00807	207.092750	-42.354140	BT11
53	Tol 1400-397	0.03101	210.773750	-40.041110	BT11
54	UM 649	0.02611	213.615450	-0.468930	BT11
55	CTS 1034	0.02292	214.884960	-27.585560	BT11
56	II ZW 70	0.00406	222.735390	35.571560	BT11 <sup>a,c</sup>
57	CTS 1035	0.02848	224.332050	-22.393170	BT11 <sup>a</sup>
58	Cam 1543+0907	0.03766	236.410740	9.057880	BT11
59	Tol 1939-419	0.02525	293.383370	-41.848930	BT11
60	Tol 1937-423	0.00932	295.244330	-42.262560	BT11 <sup>a</sup>
61	Tol 2010-382	0.02026	303.528710	-38.130310	BT11
62	Tol 2041-394	0.02576	311.211690	-39.221360	BT11 <sup>a</sup>
63	Tol 2122-408	0.01480	321.445400	-40.653430	BT11
64	Tol 2138-397	0.01570	325.410000	-39.525110	BT11
65	UM 191	0.02427	359.248460	-2.083830	BT11
66	CTS 1013	0.02688	156.274830	-19.782470	BT11 <sup>a,b</sup>
67	CTS 1016	0.03450	159.377420	-24.144660	BT11 <sup>a,b</sup>
68	II Zw 40	0.00258	88.927500	3.392220	BT11 <sup>a,b,c</sup>
69	[SC98] 13228-2547	0.01454	201.387500	-26.047220	BT11 <sup>a,b</sup>
70	Tol 0957-278	0.00334	149.838380	-28.133420	BT11 <sup>a,b</sup>
71	Tol 1004-296	0.00370	151.639050	-29.934860	BT11 <sup>a,b</sup>
72	Tol 1924-416	0.00952	291.992370	-41.575610	BT11 <sup>a,b</sup>
73	Tol 2019-405	0.01495	305.775870	-40.342460	BT11 <sup>a,b</sup>
74	UM 455	0.01306	177.599400	-0.528080	BT11 <sup>a,b,c</sup>
75	UM 483	0.00792	183.061380	0.072290	BT11 <sup>a,b,c</sup>
76	J001647-104742	0.02325	4.198960	-10.795060	CH14
77	J002339-094848	0.05305	5.915080	-9.813500	CH14
78	J002425+140410	0.01424	6.108080	14.069610	CH14
79	J003218+150014	0.01796	8.077460	15.003920	CH14
80	J005147+000940	0.03758	12.947080	0.161110	CH14
81	J005602-101009	0.05817	14.009420	-10.169280	CH14
82	J013258-085337	0.09521	23.243920	-8.893780	CH14
83	J013344+005711	0.01924	23.435960	0.953110	CH14
84	J014137-091435	0.01807	25.405040	-9.243110	CH14
85	J014707+135629	0.05671	26.779290	13.941440	CH14
86	J021852-091218	0.01271	34.720420	-9.205190	CH14
87	J022037-092907	0.11316	35.156920	-9.485330	CH14
88	J024052-082827	0.08238	40.217460	-8.474280	CH14
89	J024453-082137	0.07759	41.223580	-8.360530	CH14
90	J025426-004122	0.01479	43.608830	-0.689610	CH14
91	J030321-075923	0.16481	45.839210	-7.989750	CH14
92	J031023-083432	0.05152	47.599750	-8.575780	CH14
93	J033526-003811	0.02317	53.860960	-0.636470	CH14
94	J040937-051805	0.07478	62.406750	-5.301610	CH14
95	J051519-391741	0.04991	78.829170	-39.294720	CH14
96	J074806+193146	0.06284	117.026250	19.529690	CH14
97	J074947+154013	0.07419	117.445830	15.670360	CH14
98	J080000+274642	0.03925	120.002870	27.778330	CH14
99	J080619+194927	0.06981	121.581210	19.824250	CH14
100	J081334+313252	0.01953	123.392380	31.547810	CH14
101	J081403+235328	0.01988	123.515710	23.891360	CH14
102	J081420+575008	0.05525	123.586580	57.835560	CH14
103	J081737+520236	0.02356	124.406630	52.043420	CH14
104	J082520+082723	0.08685	126.333790	8.456440	CH14
105	J082530+504804	0.09686	126.377830	50.801220	CH14
106	J082722+202612	0.10860	126.844040	20.436860	CH14
107	J083946+140033	0.11159	129.941760	14.009220	CH14
108	J084000+180531	0.07219	130.001540	18.091920	CH14
109	J084029+470710	0.04217	130.124630	47.119500	CH14
110	J084219+300703	0.08406	130.579450	30.117640	CH14

Continua.

Continuação tabela 3.1

(1)	Galáxia (2)	$z_{hel}^d$ (3)	$\alpha(J2000)$ (°) (4)	$\delta(J2000)$ (°) (5)	Amostra (6)
111	J084220+115000	0.02946	130.587250	11.833420	CH14
112	J084414+022621	0.09116	131.059250	2.439220	CH14
113	J084527+530852	0.03108	131.365040	53.148030	CH14
114	J084634+362620	0.01062	131.643300	36.439110	CH14
115	J085221+121651	0.07596	133.090450	12.281030	CH14
116	J090418+260106	0.09839	136.075450	26.018420	CH14
117	J090506+223833	0.12555	136.278580	22.642720	CH14
118	J090531+033530	0.03914	136.379460	3.591780	CH14
119	J091434+470207	0.02731	138.645610	47.035330	CH14
120	J091640+182807	0.02177	139.170750	18.468860	CH14
121	J091652+003113	0.05699	139.217640	0.520530	CH14
122	J092749+084037	0.10706	141.954930	8.676970	CH14
123	J092918+002813	0.09387	142.326630	0.470310	CH14
124	J093006+602653	0.01364	142.526790	60.448140	CH14
125	J093424+222522	0.08442	143.600330	22.422940	CH14
126	J093813+542825	0.10212	144.556210	54.473610	CH14
127	J094000+203122	0.04480	145.002120	20.522920	CH14
128	J094252+354725	0.01485	145.719920	35.790530	CH14
129	J094254+340411	0.02249	145.726120	34.069940	CH14
130	J094809+425713	0.01713	147.041210	42.953750	CH14
131	J095000+300341	0.01730	147.503200	30.061390	CH14
132	J095023+004229	0.09772	147.597140	0.708110	CH14
133	J095226+021759	0.11918	148.112340	2.299940	CH14
134	J095227+322809	0.01493	148.114720	32.469280	CH14
135	J095545+413429	0.01566	148.939830	41.574940	CH14
136	J100720+193349	0.03141	151.835370	19.563750	CH14
137	J100746+025228	0.02365	151.943790	2.874560	CH14
138	J101042+125516	0.06136	152.677220	12.921310	CH14
139	J101136+263027	0.05466	152.900210	26.507640	CH14
140	J101157+130822	0.14378	152.987820	13.139470	CH14
141	J101430+004755	0.14691	153.629040	0.798610	CH14
142	J101458+193219	0.01263	153.744320	19.538750	CH14
143	J102429+052451	0.03329	156.121870	5.414170	CH14
144	J102732-284201	0.03200	156.883330	-28.700280	CH14
145	J103328+070801	0.04450	158.368840	7.133810	CH14
146	J103412+014249	0.06870	158.548870	1.713110	CH14
147	J103509+094516	0.04921	158.788880	9.754640	CH14
148	J103726+270759	0.07708	159.360580	27.133220	CH14
149	J104457+035313	0.01287	161.240780	3.886970	CH14
150	J104554+010405	0.02620	161.478210	1.068280	CH14
151	J104653+134645	0.01074	161.724910	13.779360	CH14
152	J104723+302144	0.02947	161.848330	30.362280	CH14
153	J105032+153806	0.08453	162.635470	15.635080	CH14
154	J105040+342947	0.05227	162.670140	34.496440	CH14
155	J105108+131927	0.04545	162.787000	13.324420	CH14
156	J105210+032713	0.15015	163.043370	3.453670	CH14
157	J105331+011740	0.12380	163.380830	1.294560	CH14
158	J105741+653539	0.01146	164.424740	65.594390	CH14
159	J110838+223809	0.02382	167.160420	22.636030	CH14
160	J121329+114056	0.02066	183.372860	11.682440	CH14
161	J121717-280233	0.02600	184.320830	-28.042500	CH14
162	J131235+125743	0.02574	198.147220	12.962360	CH14
163	J132347-013252	0.02246	200.947750	-1.547780	CH14
164	J132549+330354	0.01470	201.455920	33.065080	CH14
165	J134531+044232	0.03043	206.381260	4.709080	CH14
166	J142342+225728	0.03285	215.928620	22.957970	CH14
167	J144805-011057	0.02739	222.022380	-1.182670	CH14
168	J162152+151855	0.03438	245.469040	15.315560	CH14
169	J171236+321633	0.01195	258.152620	32.275940	CH14
170	J192758-413432	0.00900	291.991670	-41.575560	CH14
171	J211527-075951	0.02845	318.862790	-7.997580	CH14
172	J212332-074831	0.02799	320.886290	-7.808640	CH14

Continua

Continuação tabela 3.1

(1)	Galáxia (2)	$z_{hel}^d$ (3)	$\alpha(J2000)$ (°) (4)	$\delta(J2000)$ (°) (5)	Amostra (6)
173	J214350-072003	0.10987	325.961910	-7.334330	CH14
174	J220802+131334	0.11622	332.011960	13.226250	CH14
175	J221823+003918	0.10843	334.599370	0.655110	CH14
176	J222510-001152	0.06668	336.292210	-0.198000	CH14
177	J224556+125022	0.08048	341.487210	12.839530	CH14
178	J225140+132713	0.06214	342.917970	13.453720	CH14
179	J230117+135230	0.02456	345.323550	13.875060	CH14
180	J230123+133314	0.03042	345.348300	13.554080	CH14
181	J231442+010621	0.03420	348.675540	1.105860	CH14
182	J232936-011056	0.06600	352.402280	-1.182470	CH14
183	J093335.50+092049.4	0.11717	143.397965	9.347063	FE16
184	J122316.53+045010.1	0.01784	185.818878	4.836146	FE16
185	J132923.46-031502.2	0.07592	202.347794	-3.250614	FE16
186	J133810.13+053504.3	0.05799	204.542191	5.584555	FE16
187	J142709.15+125845.5	0.07583	216.788147	12.979306	FE16
188	J151745.65+044046.8	0.03616	229.440201	4.679667	FE16
189	J144728.44+124553.9	0.00601	221.868500	12.764994	FE16
190	J161243.51-002427.7	0.07623	243.181366	-0.407708	FE16
191	J222510.13-001152.8	0.06669	336.292328	-0.198011	FE16
192	J000703.99-003447.5	0.12121	1.766627	-0.579870	FE16
193	J013344.63+005711.2	0.01924	23.435989	0.953130	FE16
194	J025346.70-072343.9	0.00449	43.444611	-7.395551	FE16
195	J211527.07-075951.3	0.02845	318.862823	-7.997601	FE16
196	J101743.83+012321.7	0.09382	154.432602	1.389372	FE16
197	J102718.30+165224.0	0.12927	156.826294	16.873346	FE16
198	J152141.42+075921.7	0.09426	230.422592	7.989381	FE16
199	J103137.27+043422.0	0.00390	157.905335	4.572788	FE16
200	J101828.38+095412.0	0.05071	154.618271	9.903353	FE16
201	J103323.15+112935.7	0.06255	158.346451	11.493263	FE16
202	J124954.84+060610.3	0.05892	192.478546	6.102874	FE16
203	J140618.75+175424.7	0.06909	211.578156	17.906858	FE16
204	J212332.71-074831.1	0.02797	320.886292	-7.808653	FE16
205	J014707.04+135629.1	0.05662	26.779381	13.941426	FE16
206	Mrk-996	0.00541	21.897965	-6.326684	FE16
207	CTS 1004	0.04800	47.180625	-40.407764	FE16

(a) Subamostra BT11 de 39 GHII contidas em LTM07.

(b) Galáxias com perfil de linha irregular ou com componentes.

(c) Galáxias presente no catálogo Sloan.

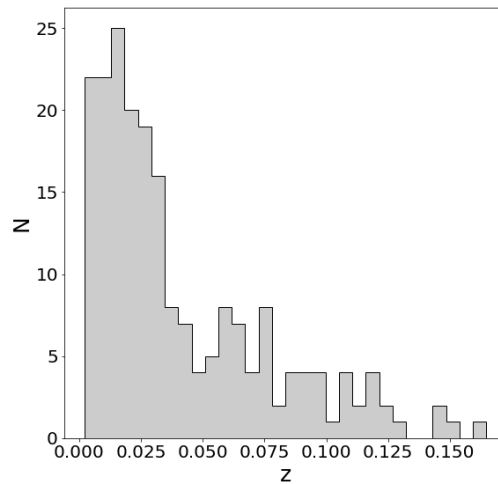
(d) Incerteza do redshift é de  $\delta z_{hel} = 10^{-5}$ .

Figura 3.1: Redshift da amostra completa, 207 GHII.



### 3.1.1 Espectroscopia de baixa e alta resolução

A amostra BT11 é uma subamostra do trabalho de origem selecionando majoritariamente as galáxias com perfil de linha gaussiana. Alguns exemplares que exibem perfil irregular ou com componente fazem parte dessa amostra. Eles foram selecionados por estarem entre as galáxias que dispomos das imagens de banda estreita  $H\beta$ . Originalmente o trabalho possui 118 GHII, onde parte significativa dos dados espectrofotométricos de baixa resolução espectral foram retirados de [Kehrig et al. \(2004\)](#). Os fluxos das linhas de emissão, usados para calcular as luminosidades e derivar os demais parâmetros físicos, foram coletados a partir do espectrógrafo de fenda longa de 2" Boller Chivens, com o telescópio de 1,52 m ESO (European Southern Observatory) no Observatório La Silla, no Chile. As larguras equivalentes  $W_{H\beta}$  também foram compiladas de BT11. No caso da galáxia Tol 2041-394 as medidas de abundância de oxigênio  $O/H = 6,19 \times 10^{-5}$  e  $EW_{H\beta} = 56$ , foram extraídas de [Stasińska and Leitherer \(1996\)](#).

A largura das linhas da série de Balmer,  $H\beta(4861)\text{Å}$  e  $H\alpha(6563)\text{Å}$ , e as do oxigênio,  $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007\text{Å}$ , foram tomadas com espectroscopia de alta resolução através do espectrógrafo óptico echelle FEROS. Projetado para observar estrelas, o espectrógrafo foi utilizado pela primeira vez em galáxias compactas. O FEROS são duas fibras com abertura de 2,7" acopladas ao foco do telescópio Cassegrain (f/14,9). A resolução espectral de operação é  $R_{FEROS} = 48000$ . Ele foi instalado no telescópio de 2,2m do ESO e realiza a função de espectroscopia unidimensional. Nesse método a região do objeto que se deseja estudar é limitada colocando a fibra sobre ela de maneira que o espectro óptico obtido traz informações apenas da fonte, sem interferência das regiões adjacentes. A fibra foi centrada na região de brilho máximo das galáxias, onde a intensidade das linhas é maior e acredita-se ser o local do evento de formação estelar dominante na galáxia. [Bordalo et al. \(2009\)](#) mostraram que o núcleo de formação estelar mais brilhante domina a dinâmica das GHII e, por conseguinte, o perfil de velocidade característico da região inteira. Esse resultado implica que medir a largura de linha do espectro emitido apenas no núcleo de formação mais brilhante será equivalente a medir a largura das linhas quando o fluxo coletado integra o brilho total da galáxia. Essa característica possibilita observar as GHII, extremamente compactas a distâncias extragalácticas, através do FEROS e garantir que as dispersões de velocidade medidas são aquelas que entram na relação  $L - \sigma$ . A dispersão de velocidade foi estimada através da largura de linha do perfil gaussiano ajustado na rotina *Splot* do pacote IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*).

A amostra FE16 também utilizou o FEROS instalado no telescópio de 2,2m do ESO para coletar os dados espectroscópicos de alta resolução. Nos espectros o perfil gaussiano da linha  $H\alpha(6563)\text{Å}$  foi ajustado com a tarefa *FITPROFS*, que tem como saída o FWHM observado e a intensidade integrada relativa. Nessa amostra as dispersões de velocidades são calculadas apenas para a largura de  $H\alpha$ . Consideramos que a dispersão intrínseca de

origem não térmica (seção 3.2.2) em  $H\alpha$  é igual a de  $H\beta$  ao incorporá-las na construção dos ajustes  $L - \sigma$ . A espectrofotometria do Sloan complementa os dados da amostra<sup>1</sup>. O Sloan opera com fibras de 3" de diâmetro e resolução  $R_{Sloan} = 1850 - 2200$ .

Em CH14 a espectroscopia de baixa resolução também foi realizada com o espectrógrafo de fenda longa Boller & Chivens acoplado no telescópio de 2m. A coleta dos dados foi realizada em dois observatórios, o National Astronomical Observatory (OAN) e The Guillermo Haro Astrophysics Observatory (OAGH), com equipamentos similares. Os dados do OAN foram observados com a fenda de 10" de largura e resolução  $R = 350$ , enquanto o OAGH, trabalhou com uma fenda de largura de 8,14" e resolução de  $R \approx 83$ . Para algumas fontes foi utilizada a espectroscopia do SDSS DR7. Os espectros em alta resolução foram coletados pelos espectrógrafos UVES<sup>2</sup> no foco do telescópio ESO – VLT<sup>3</sup> no Paranal Observatory, Chile, e o HDS<sup>4</sup> no óptico do telescópio Subaru no National Astronomical Observatory of Japan, Hawaii. Ambos instrumentos cobrem a faixa do UV e visível. O UVES tem largura de fenda de 2" e operando com a grade centrada em 5800Å, apresentava resolução espectral de  $R_{UVES} = 22500$ . O HDS usando a grade centrada em 5413Å com uma largura de fenda de 4", tinha resolução espectral  $R_{HDS} = 9000$ . Na amostra original de CH14 existem 128 GHII das quais 107 compõem nossa amostra atual, foram selecionadas por serem objetos com probabilidade menor de terem o fluxo contaminado por múltiplas fontes de ionização.

O conjunto de dados que forma a nossa amostra está concentrado em duas tabelas, apresentadas no próximo capítulo. As medidas relativas à espectroscopia de baixa resolução espectral foram reunidas na tabela 4.13. Os dados derivados da espectroscopia de alta resolução espectral do FEROS, UVES e HDS, são apresentados na tabela 4.14.

### 3.1.2 Fotometria Superficial de banda estreita

As imagens de LTM07 foram obtidas através da câmera SUSI2 (Superb Seeing Imager-2) instalada no telescópio ESO NTT 3,58m. A câmera CCD SUSI2 é de alta resolução espacial e sensibilidade, com uma escala de pixels de  $0,161'' pixel^{-1}$  no modo "binned"  $2 \times 2$ . O detector são 2 CCDs matriz de  $1024 \times 2048$ , cobrindo uma área do céu de  $5'.5 \times 5'.5$ . Foram feitas imagens na banda estreita do contínuo + emissão  $H\beta$  e imagens apenas do contínuo estelar puro, identificando uma ou mais regiões de formação estelar bem definidas nas galáxias. O contínuo é relativo à emissão das estrelas, enquanto a linha  $H\beta$  refere-se à emissão nebular. A subtração da imagem do contínuo puro sobre a do contínuo +  $H\beta$ , também chamada *original*, resultou em uma imagem apenas da emissão nebular. O comprimento  $H\beta$  (4861)Å foi escolhido ao invés do intenso  $H\alpha$  (6563)Å,

<sup>1</sup>Os dados espectroscópicos de Mrk 996 são do trabalho [Telles et al., 2014](#).

<sup>2</sup>UVES = UV – Visual Echelle Spectrograph.

<sup>3</sup>VLT = Very Large Telescope.

<sup>4</sup>High Dispersion Spectrograph.

porque o último é contaminado pela linha de emissão [NII] ( $\lambda\lambda 6549, 6585$ )Å, tornando a fotometria de superfície menos precisa. As imagens cedidas estavam calibradas em densidade de fluxo [ $ergs^{-1}cm^{-2}$ ].

Usamos a tarefa **psfmeasure** do pacote **IRAF** para extrair o parâmetro de qualidade das imagens *seeing*. Ele é obtido a partir do FWHM do perfil radial das estrelas não saturadas. O *seeing* é um valor que mede a nitidez de uma imagem telescópica e é influenciado pela turbulência atmosférica da Terra. No cenário de alto *seeing*, antes de serem coletados no CCD, os fótons foram dispersos tornando os objetos maiores. Essa medida serviu como parâmetro de correção dos raios. Uma imagem com *seeing* até 1" é considerada uma boa imagem. As estrelas selecionadas são preferencialmente as mais próximas das galáxias em regiões sem “deadpixel” ou falhas.

A fotometria de superfície das imagens derivou a largura equivalente  $W(H\beta)$  e o fluxo  $H\beta$  observado, para toda a galáxia e apenas nos núcleos de formação estelar mais intensos. Essas regiões que dominam a emissão do objeto nós chamamos *B.K.*<sup>5</sup> e algumas galáxias, apresentam mais de uma dessas regiões de starburst. Os erros dos fluxos fotométricos são tipicamente de 15% para o fluxo integrado e 50% nos nós de formação estelar.

Trabalhar com as imagens de LTM07 tem como finalidade calcular os raios das galáxias com melhor exatidão para serem usados na calibração da relação  $L - \sigma$ . Adotamos o raio petrosiano (Petrosian, 1976) como o raio observado do nosso trabalho. Essa amostra é formada por 39 objetos do hemisfério Sul, onde 13 GHII são compartilhadas (tabela 3.1) com o catálogo do Sloan. Tendo em vista que a qualidade de imagem do NTT é melhor que a do SDSS, utilizamos essas 13 galáxias para: i) verificarmos o que efetivamente as imagens do SDSS, em particular a banda u usada por CH14, estão medindo, se é a emissão estelar da galáxia ou somente a região da formação estelar atual; ii) definir as incertezas nas estimativas de raios do SDSS. O rms entre os raios medidos sobre as imagens originais do SDSS e os oferecidos no catálogo, definem a incerteza sistemática dos raios petrosiano calculados no pacote **STATMorph** afiliado do Astropy (seção 3.3).

As imagens do SDSS DR16 foram feitas em uma câmera com uma resolução de  $0,396''pixel^{-1}$ , usando 30 CCDs SITE/Tektronix  $2048 \times 2048$  arrumados em 5 linhas de filtros (u, g, r, i e z) e 6 colunas paralelas. Pegamos as imagens originais do SDSS da banda u (3551 Å) e g (4686 Å), para medir com nosso método utilizando STATMorph os raios, e podermos compará-los aos do catálogo disponível publicamente pelo SDSS. A qualidade das imagens foi dada em função do parâmetro *psfWidth* extraído no SDSS. O FWHM real é cerca de 85% do *psfWidth*. Os resultados desta análise são apresentados na seção 4.1.

---

<sup>5</sup>B.K. = Bright knot. Em tradução, “nó brilhante”.

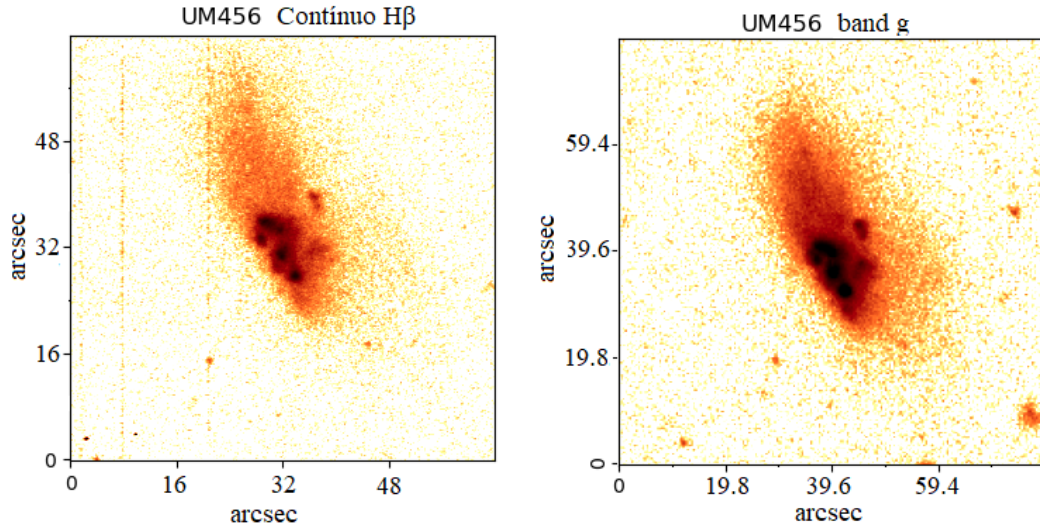


Figura 3.2: Galáxia UM 456. A esquerda imagem de LTM07 banda estreita  $H\beta$  do contínuo estelar. A direita imagem na banda g do Sloan. O norte está no topo e o leste para a esquerda.

## 3.2 Parâmetros e correlações

Muitos pesquisadores acreditam que o espalhamento na relação  $L - \sigma$  pode estar associado a presença de outros parâmetros. Identificá-los não só aprimorará a calibração da relação, possivelmente diminuindo seu espalhamento, como também esclarecerá quanto a origem dos processos físicos responsáveis pelos movimentos turbulentos. Nesse trabalho a principal hipótese estudada é a possível dependência bi-paramétrica da relação com a dispersão de velocidade e o raio. Investigaremos na seção 4.2.3 o comportamento da relação com o raio petrosiano total  $R_{petro}$  e o raio petrosiano que incorpora 50% do fluxo  $R_{50}$ . Na segunda etapa, analisaremos a resposta da relação frente a introdução dos parâmetros físicos  $W_{H\beta}$  e  $12 + \log(O/H)$ , para uma amostra grande de GHII. Os resultados obtidos com outros parâmetros de calibração fornecerão uma base de comparação ao potencial de aprimoramento que o raio pode conferir a relação empírica. Todas variáveis utilizadas nas análises são demonstradas nessa seção.

### 3.2.1 Luminosidade

A luminosidade intrínseca de uma determinada linha de emissão, no comprimento de onda  $\lambda$ , é calculada como uma função do fluxo emitido pela linha  $F_\lambda$  e a distância de luminosidade  $D_L$  da fonte emissora (eq. (2.12) repetida abaixo). Então é necessário primeiramente estimar as distâncias das galáxias e também corrigir o fluxo observado pelos efeitos de extinção total, para obter o fluxo intrínseco emitido. Nesse trabalho a

luminosidade calculada refere-se a linha de  $H\beta$ :

$$L_{H\beta} = 4\pi F_{H\beta} D_L^2 \quad (3.1)$$

### Distância

As distâncias de luminosidade foram calculadas a partir da lei de Hubble (Bordalo and Telles, 2011),

$$D_L = \frac{V_{CMB}}{H_0} \quad (3.2)$$

sendo  $H_0 = 71 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  o parâmetro de Hubble e  $V_{CMB}$ , a velocidade de recessão das galáxias corrigidas em relação à radiação cósmica de fundo em micro-ondas (CMB). Dado que velocidade radial de uma galáxia é definida por  $v \approx cz$ , em aproximação de primeira ordem, significa que para refinar a velocidade em relação a CMB corrige-se o redshift.

Objetos extragalácticos são comumente apresentados com redshift no referencial heliocêntrico  $z_{hel}$ . Esse referencial remove do redshift observado  $z_{obs}$ <sup>6</sup> o movimento rotacional da Terra e a componente doppler causada pelos movimentos orbitais dos sistemas Terra-Lua e Sol-Terra.

$$z_{hel} = z_{obs} + z_{\odot} \quad (3.3)$$

Em BT11 a correção desses movimentos somam um módulo de velocidade inferior a  $cz_{\odot} = 30 \text{ km s}^{-1}$  e resultam da rotina RVCORRECT do **IRAF**, aplicada sobre os espectros do FEROS e Coudê. No caso de CH14 os valores dos dados espectroscópicos são obtidos do SDSS DR7. De posse do redshift heliocêntrico foi possível corrigi-lo subtraindo o movimento do Sol em relação a CMB (3K). A velocidade radial corrigida pelo referencial da CMB (3K)<sup>7</sup> é calculado pela equação

$$V_{CMB} = cz_{hel} + \Delta_{CMB} \quad (3.4)$$

$$V_{CMB} = cz_{hel} + V_{ápice} \left( \sin(b) \sin(b_{ápice}) + \cos(b) \cos(b_{ápice}) \cos(l - l_{ápice}) \right) \quad (3.5)$$

A componente na direção da galáxia em relação a CMB ( $\Delta_{CMB}$ ) é estimada para as coordenadas galácticas  $b_{ápice} = 48, 26 \pm 0, 15$ ,  $l_{ápice} = 264, 14 \pm 0, 15$  e  $V_{ápice} = 371, 0 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$

<sup>6</sup>Redshift observado é obtido dos espectros calibrados das galáxias:  $z_{obs} = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{em}}{\lambda_{em}}$ .  $\lambda_{obs}$  é o comprimento de onda observado e  $\lambda_{em}$  o comprimento de onda no quadro de repouso.

<sup>7</sup>O movimento do Sol em relação a CMB  $V_{Sol \rightarrow CMB}$  resulta da soma vetorial das velocidades: Sol em relação as estrelas vizinhas no padrão local de repouso (LSR); movimento circular do LSR em torno do centro galáctico; centro da galáxia referente ao grupo local (LG); e por fim, a velocidade peculiar do LG no referencial de repouso da CMB.  $V_{Sol \rightarrow CMB} = V_{Sol \rightarrow LSR} + V_{LSR \rightarrow GSR} + V_{GSR \rightarrow LG} + V_{LG \rightarrow CMB}$ . Courteau and van den Bergh (1999)

(Fixsen et al., 1996 e Courteau and van den Bergh, 1999).  $l$  e  $b$  são, respectivamente, as coordenadas equatoriais (J2000) RA e DEC, convertidas para coordenadas galácticas. Por fim, calculamos as distâncias substituindo a velocidade corrigida da equação 3.5, na equação 3.2.

## Extinção

O espectro de uma galáxia pode sofrer considerável avermelhamento, de modo que o fluxo observado das linhas de emissão ( $F_\lambda$ ) subestimam o valor real emitido pela galáxia. O efeito de atenuação da luz é mais forte no azul do que no vermelho do espectro. Isso significa que a poeira presente no meio interestelar interage mais com os fótons, absorvendo e espalhando-os, no comprimento de onda do UV e visível. A perda de energia nessa faixa de onda é percebida na redução da intensidade das linhas de emissão mais azuis do espectro. Desse modo, para utilizarmos o fluxo observado é necessário corrigi-lo antes pela extinção.

O método adotado para corrigir o fluxo é o Decremento de Balmer. Esse método estima um coeficiente de extinção  $c(H\beta)$  para cada galáxia, que determina quanto do fluxo na linha de visada foi perdido. Para estimá-lo usamos as razões teóricas entre as linhas de emissão da série de Balmer:  $H\alpha/H\beta = 2,87$  e  $H\gamma/H\beta = 0,466$  (Osterbrock, 1989). As transições eletrônicas do átomo de H são espontâneas e não dependem do meio, apenas das probabilidades de transições entre níveis quânticos. No cenário em que não há poeira as linhas mais azuis do H não diminuem, então as razões apresentam os valores teóricos. Dado que o fluxo  $H\beta$  corrigido pela extinção  $I_{H\beta}$  é definido por

$$I_{H\beta} = F_{H\beta}10^{c_{H\beta}} \quad (3.6)$$

se tomarmos a razão entre o fluxo da linha de emissão em um comprimento de onda qualquer e o fluxo  $H\beta$ , obtemos

$$\frac{I_\lambda}{I_{H\beta}} = \frac{F_\lambda}{F_{H\beta}}10^{c_{H\beta}f_\lambda} \quad (3.7)$$

onde  $f_\lambda$  é a função de avermelhamento interestelar (Whitford, 1958). Essa função é normalizada em  $H\beta$  e assume valores de  $f_{H\beta} = 0$ ,  $f_{H\alpha} = -0.335$  e  $f_{H\gamma} = 0.135$  (Lequeux et al., 1979).

$$C_\lambda = C_{H\beta}(f_\lambda + 1) \quad (3.8)$$

Substituindo a eq. (3.8) na (3.6), obtemos a equação do fluxo corrigido normalizado por



$H\beta$ .

$$I_\lambda = F_\lambda 10^{c_{H\beta}(1+f_\lambda)} \quad (3.9)$$

Por fim as razões teóricas podem ser usadas para estimar os coeficientes de extinção. Na prática, em função das incertezas na medida e S/N das observações, quando a razão  $I(H\alpha)/I(H\beta) < 2.87$  usa-se  $I(H\gamma)/I(H\beta)$ , mas se a razão  $I(H\gamma)/I(H\beta) > 0.466$  o coeficiente de extinção é  $c(H\beta) = 0$ .

$$C_{H\beta} = \frac{\log\left(\frac{F(H\alpha)}{F(H\beta)}\right) - \log(2,87)}{-f(H\alpha)} \quad (3.10)$$

$$C_{H\beta} = \frac{\log\left(\frac{F(H\gamma)}{F(H\beta)}\right) - \log(0,466)}{-f(H\gamma)} \quad (3.11)$$

### Luminosidade corrigida

De posse do fluxo corrigido (eq. 3.9) e a distância de luminosidade (eq. 3.2) é possível calcular a luminosidade das galáxias.

$$L(\lambda) = 4\pi D_L^2 F_\lambda \exp[c(H\beta)(1 + f_\lambda)] \quad (3.12)$$

As luminosidades usadas nas relações desse trabalho são derivadas das linhas de  $H\beta$ . Entretanto, os fluxos das galáxias extraídas de BT11 eram de  $H\alpha$ . Nesse caso, calculamos a luminosidade  $L(H\alpha)$  das fontes usando  $f_\alpha = -0.335$ , e depois aplicamos a relação  $\log L(H\beta) = \log L(H\alpha) - \log(2.87)$  para calibrar a luminosidade em  $H\beta$ . Nos demais casos, onde o fluxo originou-se das linhas de  $H\beta$ , a luminosidade teve função de avermelhamento  $f_{H\beta} = 0$ .

### 3.2.2 Dispersão de velocidade

A dispersão de velocidade ( $\sigma$ ) é o parâmetro que representa a turbulência nas regiões de emissão dada em  $km s^{-1}$ . Ela é derivada da largura das linhas observadas, que acredita-se ser uma consequência direta da dinâmica do gás nas regiões de formação estelar das GHII. A largura do perfil da linha de emissão observada é provocada por quatro componentes distintas: uma de origem instrumental  $\sigma_{inst}$  e três de origem natural; o alargamento intrínseco das linhas  $\sigma_f$ , alargamento térmico  $\sigma_{term}$  e não-térmico  $\sigma$ . A componente dispersão de velocidade não térmica é o parâmetro físico de interesse utilizado nas correlações paramétricas, e para obtê-la foi preciso corrigir a dispersão de velocidade observada, em razão da turbulência gerada pelas outras componentes.

$$\sigma^2 = \sqrt{\sigma_{obs}^2 - \sigma_{inst}^2 - \sigma_{term}^2 - \sigma_f^2} \quad (3.13)$$

Após o ajuste do perfil gaussiano das linhas de emissão a dispersão de velocidade observada foi calculada da *largura à meia altura*,

$$\sigma_{obs} = \frac{FWHM_{obs}}{2\sqrt{2\ln(2)}} \quad (3.14)$$

O alargamento instrumental na amostra BT11 e FE16 foi calculado segundo as especificações de resolução do FEROS. Ele possui resolução espectral de  $R = 48000$ , então a largura instrumental  $FWHM_{FEROS} = c/R$  atribui às linhas observadas dispersões de velocidade  $\sigma_{ins-FEROS} = (2, 50 \pm 0, 20) \text{ km s}^{-1}$ . Os espectrógrafos da amostra CH14, UVES e HDS, nas configurações adotadas possuem resoluções de  $R_{UVES} = 22500$  e  $R_{HDS} = 9000$ . O HDS tem a largura da fenda de  $4''$  e nas GHII mais compactas a fenda não foi uniformemente iluminada. Nesse caso os autores estimaram o alargamento instrumental a partir do FWHM medido em uma área retangular, representando a fenda, sobre a imagem do objeto na banda r do SDSS.

O movimento dos átomos no gás aquecido também provoca o alargamento das linhas. O alargamento térmico é estimado assumindo uma distribuição de velocidades Maxwelliana para os átomos de hidrogênio e oxigênio. A dispersão térmica é estimada por

$$\sigma_{term} = \sqrt{\frac{kT_e}{m}}, \quad (3.15)$$

onde  $T_e$  é a temperatura eletrônica,  $k$  a constante de Boltzmann e  $m$  a massa do átomo. Foi adotada a temperatura eletrônica média de  $1,4 \times 10^4 \text{ K}$ . A contribuição da turbulência térmica é aproximadamente  $\sigma_{term-H} = 10,79 \text{ km s}^{-1}$  e  $\sigma_{term-O} = 2,69 \text{ km s}^{-1}$ . Por fim, ainda há contribuição ocasionada pelas transições de estrutura fina nas linhas de  $H\alpha$   $\sigma_{fs} = 3,2 \text{ km s}^{-1}$  e em  $H\beta$   $\sigma_{fs} = 2,4 \text{ km s}^{-1}$  (García-Díaz et al., 2008). Quando o átomo excitado passa de um estado de energia para outro, a interação do elétron com o campo magnético interno do átomo causa a quebra da degenerescência e ocorre a transição de estrutura fina, entre as divisões no nível de energia.

### 3.2.3 Raio Petrosiano

Na hipótese assumida para o movimento turbulento do gás como consequência do equilíbrio Virial, a dependência biparamétrica  $L - \sigma$  se dá sobre o raio físico das galáxias. Mostramos nas seções introdutórias (seção 2.4) que o raio físico pode ser calculado como uma função da distância de luminosidade, redshift e raio observado  $R_{obs}$ .

$$R = \frac{R_{obs}D_L}{260.265(1 + z_{CMB})^2} \quad (3.16)$$



$D_L$  aparece devido à dualidade das distâncias cósmicas  $D_a = D_L(1+z)^{-2}$  no Universo local (Etherington, 1933). A escolha do raio observado é importante. Na literatura existem formas distintas de estimá-lo que dependem da finalidade. As galáxias são objetos finitos, mas suas bordas não são bem definidas. Uma forma comum de estimar o raio é através do perfil de brilho radial das galáxias. Em nosso trabalho adotamos um tamanho angular derivado da razão de duas medidas de brilho superficial, o raio petrosiano.

Petrosian (1976) propôs uma medida de fluxo em uma abertura cujo raio é baseado na forma do perfil de brilho do objeto, chamado fluxo petrosiano. Essa medida representa uma fração constante da luz do objeto, independente da posição e da distância dele. O raio de Petrosian ( $r_p$ ) é definido como o raio cuja relação petrosiana  $R_p(r_p)$  converge a um valor constante. A relação petrosiana  $R_p(r_p)$  é a razão do brilho superficial local em uma abertura circular (ou elíptica)  $r$  em relação ao brilho superficial médio dentro de uma abertura de raio  $r$  (Blanton et al., 2001 e Yasuda et al., 2001):

$$R_P(r) = \frac{I(r)}{\int_0^r 2\pi r' I(r') / (\pi r^2)} \quad (3.17)$$

Pode ser reescrito como:

$$R_P(r) = \frac{\int_{0.8r}^{1.25r} 2\pi r' I(r') / [\pi(1.25^2 - 0.8^2)r^2] dr'}{\int_0^r 2\pi r' I(r') / (\pi r^2)}, \quad (3.18)$$

onde  $I(r)$  é o perfil de brilho superficial do objeto. Por padrão, no catálogo do SDSS e em nossas medidas, o valor da relação petrosiana é  $R_p(r_p) = 0,2$ . Na prática, valores pequenos de  $R_p(r)$  tornam as medidas de raio insensíveis às variações de observação e reduz a discrepância na abertura para galáxias com perfil de brilho exponencial.

O raio petrosiano foi selecionado por não depender da posição e distância das fontes. Além disso, não é afetado pelo escurecimento do brilho cosmológico para alto  $z$  (Calvi et al., 2014), ou avermelhamento por extinção de linha provocada pela poeira do meio, dado que é uma medida calculada da razão de dois termos igualmente afetados por esses efeitos. O raio petrosiano é um parâmetro encontrado com facilidade no catálogo Sloan, tornando mais simples expandir a amostra eventualmente.

O raio efetivo é geralmente utilizado para descrever a extensão das galáxias. Por definição ele é uma medida de tamanho que concentra metade da luz total da fonte. Os raios cujo fluxo petrosiano incorporam 50% do total são dados por

$$0.5F_P = \int_0^{r_{50}} 2\pi r' I(r') \quad (3.19)$$

A princípio o raio a meia luz exprime uma estimativa melhor do tamanho da região de emissão dominante.

As condições atmosféricas, medidas pelo *seeing*, afetam a medida de tamanho dos objetos. Desta forma, os nossos raios foram corrigidos através de

$$R_{cor} = \sqrt{R_{obs}^2 - \left(\frac{FWHM_{see}}{2}\right)^2} \quad (3.20)$$

Esse resultado foi obtido em pixel e pôde ser expresso em medida angular multiplicando-o pelo fator de escala da câmera  $fe_{SUSI2} = 0,161'' pixel^{-1}$  e  $fe_{SDSS} = 0,396'' pixel^{-1}$ .

### 3.2.4 Abundância O/H e Largura Equivalente $W_{H\beta}$

A abundância de oxigênio O/H é o parâmetro que representa a metalicidade da galáxia, uma medida de evolução galáctica de longo prazo. As fontes menos metálicas, como as GHII, apresentam quantidades menores de íons de oxigênio e, conseqüentemente, têm razões igualmente menores. A abundância de oxigênio é definida pela soma das abundâncias iônicas e dada por

$$\frac{O}{H} = \frac{O^+}{H^+} + \frac{O^{++}}{H^+} \quad (3.21)$$

Por conveniência é comum trabalhar com a notação  $12 + \log(O/H)$ , desse modo evita-se valores muito pequenos e, por consequência da aplicação logarítmica, os negativos.

A abundância iônica do oxigênio  $O^+$  e  $O^{++}$  pode ser estimada pelo método direto utilizando a temperatura eletrônica  $T_e$  e a densidade eletrônica  $n_e$ . Nas galáxias starburst a abundância química é extraída do gás e não das estrelas. As temperaturas  $T_e(OII)$  e  $T_e(OIII)$ , bem como as abundâncias dos íons de oxigênio, são derivadas através da intensidade das linhas proibidas  $[OII]\lambda 3727\text{Å}$ ,  $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007\text{Å}$  e  $[OIII]\lambda 4363\text{Å}$ , emitidas pelo gás das regiões HII. Os modelos de fotoionização do trabalho [Stasińska \(1990\)](#) foram a base para os algoritmos de [Pagel et al. \(1992\)](#) e fornecerem as equações das temperaturas e abundâncias iônicas,

$$t \equiv T_e(OIII) = \frac{1,432}{\log R - 0,85 + 0,03 \log t + \log(1 + 0,0433xt^{0,06})} \quad (3.22)$$

$$t_2 \equiv T_e(OII) = \frac{1}{0,5(t^{-1} + 0,8)} \quad (3.23)$$

$$12 + \log\left(\frac{O^{++}}{H^+}\right) = \log\left(\frac{I(4959) + I(5007)}{H\beta}\right) + 0,6174 + 1,251t^{-1} - 0,55 \log t \quad (3.24)$$

$$12 + \log\left(\frac{O^+}{H^+}\right) = \log\left(\frac{I(3726) + I(3729)}{H\beta}\right) + 5,89 + \frac{1,676}{t_2} - 0,4 \log t_2 + \log(1 + 1,35x) \quad (3.25)$$

Nas equações  $t$  é a temperatura do elétron em unidades de  $10^4 K$  e inicia em  $T_e = 10^4 K$ .

As temperaturas típicas encontradas são entre  $10^4$  e  $1,8 \times 10^4$  K.  $R$  é a razão entre as intensidades das linhas proibidas do duplete  $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007\text{Å}$  e  $[OII]\lambda 4363\text{Å}$ . O  $x$  é um parâmetro dependente da densidade eletrônica  $n_e$  dado por  $x = 10^{-4}t_2^{-1/2}n_e$ . A densidade eletrônica do meio é determinada pela razão das linhas do duplete de enxofre  $[SII] \lambda\lambda 6716, 6731$ , e tem valor típico de  $10^2 - 10^3$  partículas/ $cm^3$  nas regiões HII. As incertezas nas medidas de abundâncias da amostra completa desse trabalho estão entre  $\delta(12 + \log(O/H)) = 0,05 - 0,2$ .

A largura equivalente  $W_{H\beta}$  é um parâmetro que combina o fluxo de uma linha de emissão com o fluxo do contínuo estelar, ou seja, é um parâmetro que associa o evento de evolução estelar atual com a história de evolução estelar das regiões de starburst. Regiões formando suas primeiras gerações de estrelas possuem altos valores de  $W_{H\beta}$  e, conseqüentemente, esse parâmetro associa-se a idade dos eventos de starburst. Embora as GHII que possuam larguras equivalentes integradas altas indiquem a formação de sua primeira geração de estrelas, já foram identificadas populações de estrelas velhas (Papaderos et al., 1996). Na realidade, a contribuição de massa da população jovem ionizante ( $< 10Myr$ ) dessas galáxias é da ordem de 5%, sendo que a população de idade intermediária ( $> 500My$ ), e principalmente velha ( $\sim 10Gyr$ ), dominam a massa estelar total (Telles and Melnick, 2018). As regiões HII mais jovens tem larguras equivalentes maiores, já que possuem mais estrelas massivas ionizantes produzindo um número maior de fótons ionizantes, antes que desapareçam. A largura equivalente é calculada pela equação

$$W(H\beta) = \frac{F(H\beta)}{F_c(H\beta)}, \quad (3.26)$$

sendo  $F(H\beta)$  a intensidade da linha espectral e  $F_c(H\beta)$  é a intensidade do contínuo subjacente. A largura equivalente, atribuída para estimar a idade dos eventos de starburst, deveria considerar apenas o contínuo dado pelas populações de estrelas jovens presentes no evento atual de formação estelar. No entanto, existem populações de estrelas velhas, originadas em eventos passados na história de FE da galáxia, contribuindo com o contínuo. Essa contribuição é uma forma de contaminação do parâmetro  $W_{H\beta}$ , e de sua utilização direta como indicador de idade do surto atual de FE. Para obter melhores resultados no refino da relação empírica utilizando a  $W_{H\beta}$ , ela precisa ser corrigida (Telles and Melnick, 2018).

### 3.3 Tratamento das imagens

Os raios foram derivados por análise fotométrica superficial sobre as imagens. Esse trabalho é contemplado com imagens em banda estreita de  $H\beta$  do contínuo estelar e do contínuo+emissão nebulosa  $H\beta$ , ambas do catálogo LMT07; além de imagens na banda u e g do catálogo SDSS. A amostra LMT07 conta com 39 GHII, sendo 13 objetos presentes também no SDSS. Utilizamos o pacote *STATMorph* (Rodríguez-Gomez et al., 2019), que calcula diagnósticos morfológicos em imagens de galáxias, junto ao programa de redução de dados *SExtractor V2.19.5* (Bertin and Arnouts, 1996) para estimar os raios. Nosso primeiro passo foi remover as estrelas residuais em primeiro plano que apareciam nas imagens de emissão do contínuo estelar das galáxias: Tol 1004-296, Tol 1147-283, Tol 1334-326, Tol 1335-420, Tol 1457-262, Tol 1924-416, Tol 1937-423 e Tol 2019-405 do catálogo LMT07. Se não o fizesse, o fluxo emitido por essas estrelas seria incorporado ao fluxo total das galáxias. A solução empregada foi assumir que havia certa homogeneidade nas galáxias. Assim eliminamos as estrelas copiando sobre elas regiões diametralmente opostas, sem fontes adjacentes que pudessem contaminar a região com brilho difuso. Essa etapa foi realizada usando a tarefa **IMCOPY** no IRAF e o resultado é mostrado na figura 3.3. A figura apresenta o contínuo estelar da galáxia Tol 1924-416 e na imagem a esquerda, temos a galáxia com a estrela circundada em verde. A segunda imagem, direita, demonstra o resultado da remoção.

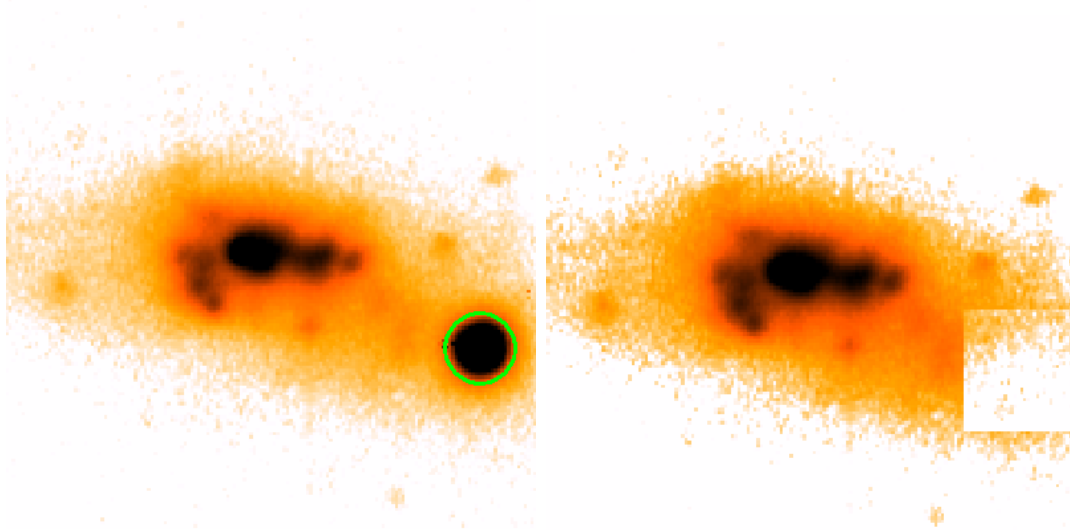


Figura 3.3: Processo de extração das estrelas em primeiro plano. A esquerda: contínuo estelar da galáxia Tol 1924-416 com a estrela circundada em verde. Direita: Imagem da fonte sem a estrela.

Em seguida buscamos nas imagens de dados possíveis pixels saturados, ou mortos, nas colunas que cruzam os nós de formação estelar. O SExtractor identifica em uma caixa  $3 \times 3$  os pixels cuja contagem estão abaixo, ou excedem, um determinado valor e os corrige pela vizinhança. Retorna como saída uma imagem corrigida da saturação e uma imagem, mapa de peso dos pixels (*weight map*), que impõem peso nulo as entradas saturadas. Embora uma das saídas fosse a imagem já corrigida, optamos por não medir o raio das galáxias diretamente sobre essa imagem. Utilizamos o mapa de peso dos pixels para designar os pontos de saturação, se houvessem, por ser um dos dados de entrada necessário para o funcionamento do STATMorph. O mapa de peso é uma matriz 2D (imagem sigma) do mesmo tamanho da imagem de dados que representa um desvio padrão em cada valor de pixel. Esse mapa ajuda o código entender as flutuações de brilho na imagem de dados ao relacionar a quantidade de  $e^-/pixel$  das imagens.

As duas imagens de entrada necessárias para o funcionamento do STATMorph são o mapa de peso de pixel, citado anteriormente, e o mapa de segmentação. O mapa de segmentação é uma matriz 2D que identifica e separa as diferentes fontes entre si e do céu de fundo. Cada fonte carrega um valor inteiro diferente e o fundo é zero. O mapa delinea as bordas da galáxia e ao distingui-la de outras fontes dentro do campo, garante que o programa extraia apenas os dados da galáxia alvo. Para construir um mapa de segmentação mais preciso possível, que respeitasse os limites das galáxias, foi necessário subtrair o ruído de fundo. Um céu ruidoso pode ser incorporado aos objetos induzindo o código a superestimar o tamanho real das galáxias. A subtração deve ser feita de tal forma, a não subtrair demais e arrancar o fluxo fraco nas bordas da galáxia levando a apresentar um tamanho menor. Foram feitas duas subtrações usando o estatístico mediana do recorte sigma da imagem de dados. A primeira subtração do ruído de fundo global referente a imagem de dados inteira e outra subtração local, apenas do campo onde a galáxia alvo estava. O SExtractor também é eficaz em gerar mapas de segmentação com qualidade, mas devido a necessidade de ter um controle fino sobre quantos desvios padrões do fundo  $\sigma_{fundo}$  seriam usados para delimitar os contornos das galáxias, construímos nossos próprios mapas de segmentação com o pacote *photutils* afiliado ao Astropy. A figura 3.4 apresenta o mapa de segmentação da galáxia CTS 1011. Na figura a esquerda está a galáxia CTS 1011 e a direita, o mapa de segmentação. O céu de fundo recebe valor zero, enquanto a galáxia recebe valor 1.

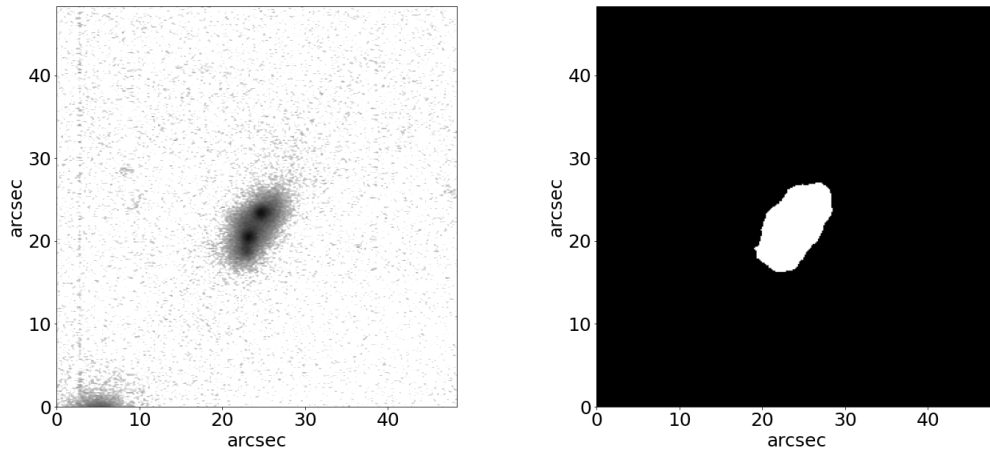


Figura 3.4: Mapa de segmentação da galáxia CTS 1011. A esquerda a imagem de dados e a direita o mapa de segmentação.

De posse dos dados de entrada executamos o STATMorph para medir os parâmetros morfológicos de interesse: raio Petrosiano total ( $R_{petro}$ ) e raio petrosiano à 50% do fluxo da galáxia ( $R_{50}$ ). Os raios foram medidos para aberturas circulares. A figura 3.5 apresenta a imagem do contínuo estelar da galáxia UM 463 e sobre ela estão regiões circulares definidas pelos raios  $R_{petro}$  e  $R_{50}$ . Os raios  $R_{50}$  são bem menores, principalmente nos casos de burst único, mesmo concentrando metade da emissão da galáxia.

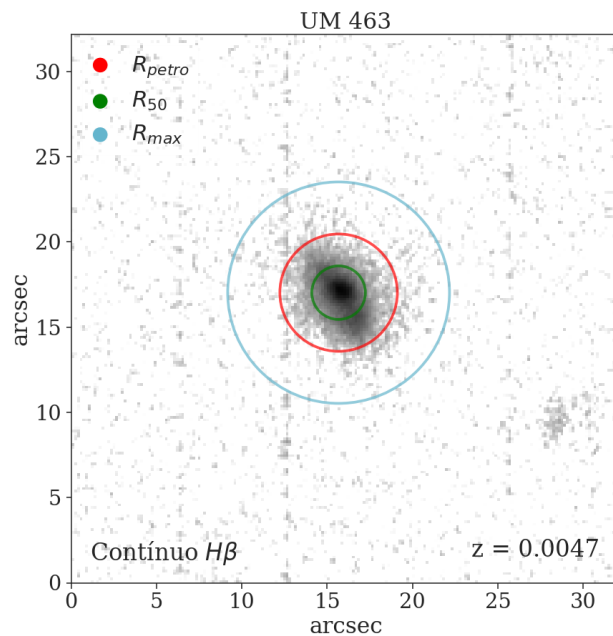


Figura 3.5: Raio petrosiano da galáxia UM463. Imagem do contínuo estelar. No topo está o Norte e a esquerda o Leste. Os círculos são definidos para o raio petrosiano o fluxo total ( $R_{petro}$ ), raio efetivo petrosiano ( $R_{50}$ ) e abertura máxima ( $R_{max}$ ).

A incerteza nas medidas dos raios não é fornecida nos dados de saída da biblioteca. Objetivando extrair informações sobre possíveis desvios nas medidas, causado pela superestimação ou subestimação dos limites da galáxia devido à qualidade das imagens (S/N), realizamos um ajuste fino na construção dos mapas de segmentação. A segmentação considera um pixel como parte da fonte se ele estiver em um grupo de  $n$ -pixels com valor acima de um limite dado por  $N\text{-}\sigma_{fundo}$ . Variar os níveis de  $\sigma_{fundo}$  nos possibilitou produzir mapas de segmentação diferentes e obter para cada galáxia, amostras com cerca de 40–60 raios. Realizamos técnica de reamostragem sobre as amostras usando bootstrap para estimar as incertezas dos raios. Os resultados das medidas de raio estão apresentados na tabela 4.4 abaixo, e serão utilizados na discussão do raio como segundo parâmetro na relação  $L - \sigma$  (seção 4.2.3).

### 3.4 Estatística de ajustes da relação $L - \sigma$

Nesse trabalho, para realizarmos as regressões lineares simples e bivariadas utilizamos dois algoritmos de minimização de  $\chi^2$ . Os algoritmos foram Levenberg Marquardt, através do pacote **Kapteyn** (Terlouw and Vogelaar, 2014) e MCMC, usando o pacote **emcee** (Foreman-Mackey et al., 2013), ambos em python. O objetivo é ajustar a relação  $L - \sigma$  e obtê-la calibrada da forma

$$\log L = a \times \log \sigma + b \times \eta + c, \quad (3.27)$$

onde  $a$  e  $b$  são coeficientes de inclinação e  $c$  de intersecção.  $\eta$  é o logaritmo do parâmetro candidato a calibrador da relação  $\eta = (\log R_{50}, \log R_{petro}, \log W_{H\beta}, 12 + \log(O/H))$ .

A função verossimilhança para o ajuste múltiplo é dada por

$$\mathcal{L} \propto e^{\left(-\frac{1}{2}\chi_{bivar}^2\right)} \quad (3.28)$$

onde,

$$\chi_{bivar}^2 = \sum_{i=1}^n \frac{(L_{i,teó}(\log \sigma, \eta | a, b, c) - L_{i,obs}(\log F))^2}{\epsilon_i^2} \quad (3.29)$$

A função  $L_{i,obs}$  é o logaritmo da luminosidade observada derivada do fluxo corrigido.  $L_{teó}$  é o logaritmo da luminosidade teórica, consequência da relação  $L \propto \sigma \eta$ .

As incertezas estatísticas são tomadas como pesos na função de ajuste,

$$\epsilon^2 = \epsilon_{obs,est}^2 + \epsilon_{teó,est}^2 \quad (3.30)$$

$$\epsilon_i^2 = \delta_{i,L_{obs}}^2 + \delta_c^2 + (a \delta_{\log \sigma})^2 + (b \delta_{i,\eta})^2 + (\delta_a \log \sigma)^2 + (\delta_b \eta_i)^2, \quad (3.31)$$

onde  $\epsilon_{obs,est}$  e  $\epsilon_{teó,est}$  são as incertezas estatísticas associadas ao logaritmo da luminosidade observada e do modelo ajustado, respectivamente. A incerteza do modelo é composta pela incerteza nas dispersões de velocidade  $\delta_\sigma$  e do segundo parâmetro de calibração  $\delta_\eta$ .

O método estatístico de propagação de erros foi utilizado para estimar as incertezas dos parâmetros derivados de funções. Em uma amostra de N pares  $x_i$  e  $y_i$ , que definem a grandeza  $u = f(x, y)$ , o erro associado a cada medida indireta de  $u$  é dado por

$$\sigma_u = \sqrt{\left(\frac{\partial f}{\partial x}\right)^2 \sigma_x^2 + \left(\frac{\partial f}{\partial y}\right)^2 \sigma_y^2}. \quad (3.32)$$

A métrica utilizada para analisar a qualidade dos modelos ajustados foi através do erro quadrático médio  $rms$ , dado pela soma quadrática dos resíduos como

$$RMS = \sqrt{\frac{1}{n} \sum_{i=1}^n (L_{i,obs} - L_{i,teó})^2} \quad (3.33)$$

Quanto menor for o rms, menor é a dispersão residual do diagrama e mais preciso será o modelo da relação calibrada.

### 3.5 Objetivos

Os principais objetivos de nossa pesquisa são os seguintes:

- A partir de imagens de alta resolução espacial, obtidas no telescópio 3,58m NTT do ESO, de banda estreita  $H\beta$  do contínuo estelar e contínuo + emissão da linha  $H\beta$ , identificar qual é o melhor método para estimar os raios e compará-los com os do catálogo atual do SDSS nas bandas u e g.
- Construir um indicador de distâncias aprimorado com o raio das galáxias HII, para analisar a qualidade do parâmetro estrutural como um possível calibrador da relação  $L - \sigma$ .
- Determinar se os raios medidos sobre as imagens do contínuo  $H\beta$  ou as imagens originais contínuo + emissão da linha  $H\beta$ , sendo o contínuo relativo à emissão das estrelas e a linha  $H\beta$  referente a nebulas, contribuem para redução do espalhamento e aprimoramento da relação  $L - \sigma$ .
- Por fim, estudar o comportamento da relação  $L - \sigma$  frente a outros parâmetros de calibração como largura equivalente ( $W_{H\beta}$ ) e abundância de oxigênio  $\log(O/H)$ , para uma amostra grande de GHII.



# Capítulo 4

## Discussões e Resultados

Começaremos discutindo acerca da qualidade do método utilizado para determinar os raios e a qualidade das imagens do SDSS, frente as imagens em banda estreita de  $H\beta$  obtidas no ESO NTT. Em seguida, analisaremos a diferença na intensidade das luminosidades medidas pela fotometria superficial e a espectroscopia, para compreender possíveis vieses nas medidas de luminosidade. Por fim, construímos as relações bi-paramétricas para em seguida realizar uma análise geral dos resultados.

### 4.1 Qualidade do método

Antes de iniciarmos as medidas de tamanho angular nas imagens da amostra LTM07, tentamos reproduzir os raios petrosianos extraídos do catálogo SDSS DR16 utilizando o nosso método. Em nossas análises tomamos as imagens em banda estreita de  $H\beta$  como as imagens de qualidade, enquanto as do SDSS formam uma amostra de teste utilizada para extrair as incertezas sistemáticas do algoritmo e aferir a qualidade dos raios. As GHII que compõem a amostra são apresentadas na tabela 4.1 e entre elas, 3 galáxias tinham imagens ruins e raios discrepantes II Zw 40, Mrk 1271 e Cam 0840+1044. Esses espécimes não foram considerados em nossas análises.

Nas tentativas de calibrar a relação  $L - \sigma$  Chavez et al. (2014) utilizou o raio na banda u (3551 Å). O argumento é direcionado a ideia de que esse tamanho angular possa representar o raio nebuloso dado que, no comprimento de onda ultravioleta as galáxias mostram a emissão das nuvens de gás contendo estrelas recém-formadas. Porém, ao compararmos algumas galáxias na banda u e banda estreita  $H\beta$  vemos que a emissão nebulosa vem de regiões gasosas menores do que as apresentadas em u. As imagens do SDSS estão nos mostrando a emissão mais azul do contínuo estelar das galáxias, e não especificamente o tamanho das regiões HII. Na figura 4.1 comparamos as imagens de duas galáxias, UM 483 (painel superior) e UM 456 (painel inferior), na banda u, g, contínuo estelar  $H\beta$  e emissão nebulosa  $H\beta$ . Nos dois casos a emissão da linha nebulosa de  $H\beta$  vem de regiões muito pequenas. Existe um contínuo nebuloso fraco, além do estelar e a emissão

da linha na banda u. Enquanto a imagem  $H\beta$  é dominada pela emissão da linha  $H\beta$ . Podemos observar também a qualidade superior das imagens obtidas no ESO NTT, frente as disponibilizadas pelo SDSS.

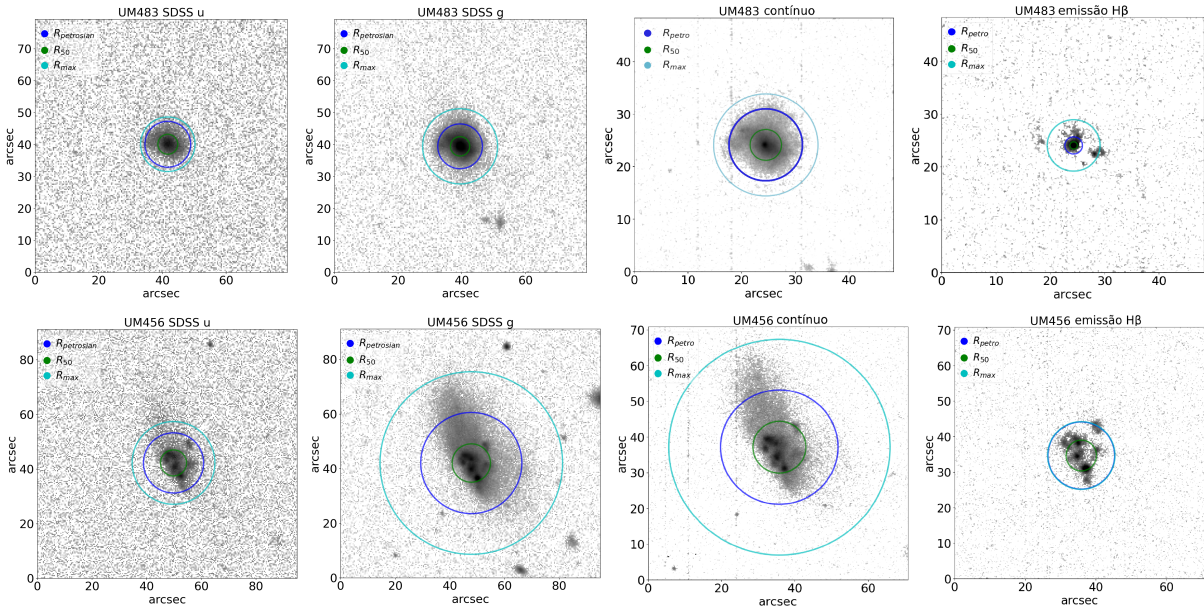


Figura 4.1: Galáxias UM 483 e UM 456 no painel superior e inferior respectivamente. Imagens na banda u, banda g, contínuo estelar  $H\beta$  e emissão nebulosa  $H\beta$ .

Os efeitos de extinção sobre o fluxo são mais intensos no ultravioleta, tornando um problema maior utilizar raios estimados a partir de observações nessa faixa de onda. Em CH14 outro raio testado para calibrar a relação foi o derivado da fotometria na banda g (4686 Å). O S/N nas imagens desse filtro é maior que na fotometria em u. As imagens na banda g estão no comprimento de onda do visível e exibem mais do contínuo estelar das GIII. Desse modo, elas se assemelham as exibidas nas imagens do contínuo estelar  $H\beta$  (figura 4.1). Naturalmente como as galáxias aparecem maiores, seus raios petrosianos também o serão em comparação aos derivados da banda u e, nos casos onde isso se mostra o oposto, pode ser um indicativo de uma possível inconsistência na medida do raio.

A figura 4.2 apresenta um diagrama comparativo entre as medidas de raio extraídas do SDSS, nas bandas u e g. A linha tracejada (ajuste 1x1) é uma linha de referência de igualdade, onde os dados que caem sobre ela são iguais ou próximos. Podemos notar que nas galáxias menores os raios em ambas bandas são menos discrepantes entre si, ao passo que nas galáxias extensas a diferença aumenta, com os raios na banda g sendo os maiores. Essa análise é importante visto que, em uma seleção direta dos dados, medidas erradas comprometem os resultados das relações calibradas. O raio  $R_{petro,u} = 33,9$  arcsec da galáxia UM 456 é um exemplo de medida inconsistente e foi excluído de nossas análises, por apresentar um valor duas vezes maior do que o observado nas outras bandas.

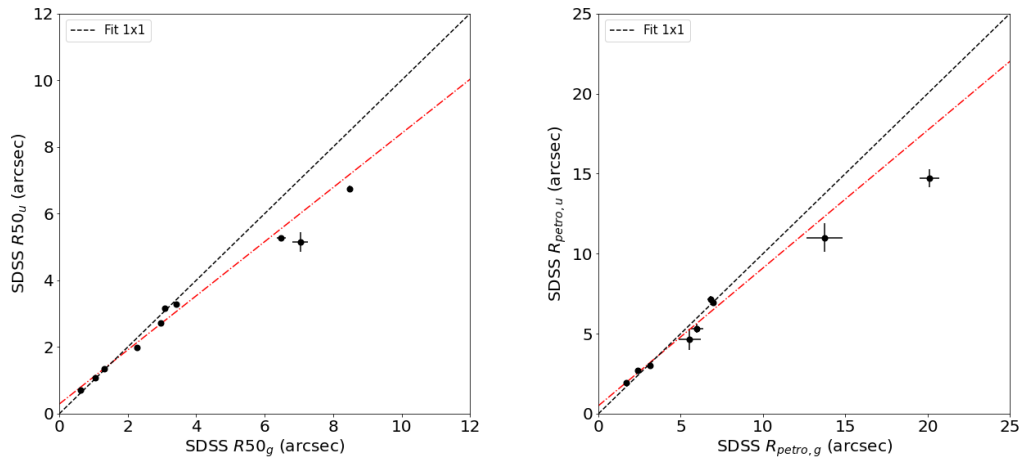


Figura 4.2: Diagrama banda u vs banda g, usando apenas medidas de raio coletadas no SDSS DR16. A linha tracejada ajuste 1x1 é uma linha de referência para igualdade entre medidas. A linha ponto tracejada é a linha de tendência dos dados.

Um dos grandes desafios da hipótese com o raio como segundo parâmetro da relação é saber exatamente o que medir. A dificuldade está no fato de desconhecermos a origem das dispersões de velocidade e, portanto, o método utilizado para estimar os raios precisa estar alinhado ao que acreditamos ser a região que influencia no alargamento das linhas. Observamos que o raio petrosiano é ótimo para recuperar o fluxo total das galáxias cuja morfologia é regular. Nessas galáxias não perturbadas morfologicamente o raio petrosiano é equivalente ao raio total galáctico. Entretanto, na presença de galáxias com morfologia significativamente irregular ou com bordas alongadas, as regiões estendidas e mais fracas na periferia são negligenciadas. O mesmo se aplica as galáxias que possuem um núcleo muito brilhante e o restante fraco. O núcleo brilhante fará a razão entre o brilho superficial local e o brilho médio da superfície da galáxia, atingir mais cedo o valor limite que define o raio petrosiano, como foi observado na seção 3.2.3. Devido ao modo como o raio é definido, se o fluxo petrosiano coletado for muito maior no núcleo, o tamanho da galáxia será menor. Nesses casos o raio compreende a fração da galáxia que mais contribuiu para o fluxo emitido. Também significa que o raio a meia luz representa melhor os nós de formação estelar que dominam a emissão da galáxia. Ambas as características devem reduzir para GHII em alto  $z$ , visto que, em distâncias maiores devido a efeitos de resolução, todas devem parecer mais compactas, e sem muitas irregularidades morfológicas aparentes. Na figura 4.3 temos as galáxias II Zw 70 e UM 559, na banda g do SDSS, para demonstrarmos essas características.  $R_{max}$  representa a abertura circular que compreende toda a galáxia centrada no núcleo de formação estelar.  $R_{50}$  e  $R_{petro}$  são as aberturas referentes aos raios petrosianos.

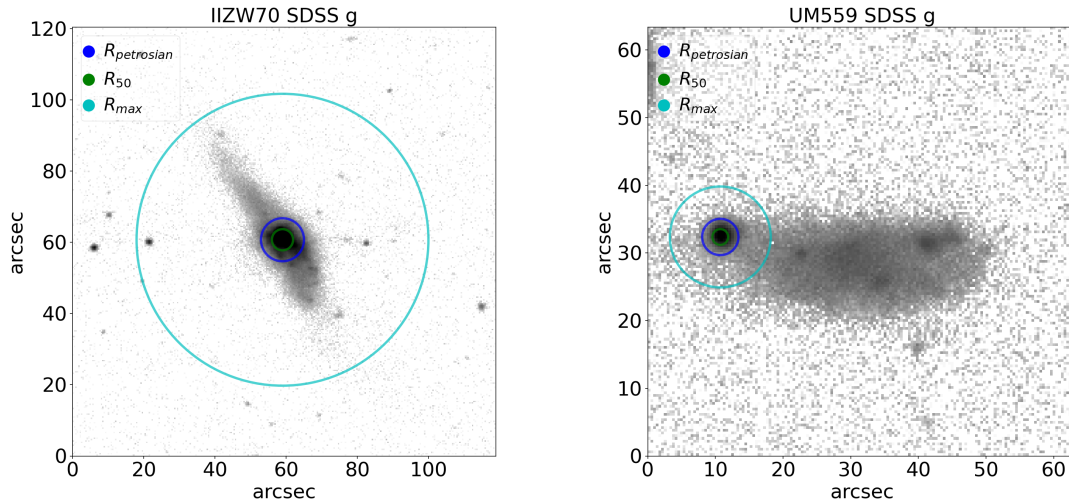


Figura 4.3: Galáxias II Zw 70 e Um 559 na banda g do catálogo SDSS. Os círculos representam as aberturas para os raios  $R_{50}$ ,  $R_{petro}$  e  $R_{max}$ .

A galáxia II Zw 70 é uma galáxia alongada com um núcleo central extremamente brilhante. O raio petrosiano dela envolve principalmente a região de formação estelar, enquanto a estrutura alongada da galáxia fica de fora. Como mencionamos na introdução desse trabalho, essas regiões são formadas por superaglomerados de estrelas ionizando o gás, que na escala de resolução das nossas imagens se apresentam na forma de um núcleo brilhante. Isso significa que mesmo negligenciando as bordas, uma vez que a região de emissão dominante esteja bem representada pelo raio, não será um problema para nossa hipótese, devido às extremidades alongadas terem pouca influência sobre a turbulência do gás nas regiões de emissão. Outro exemplo é apresentado na galáxia UM 559. A região que domina a emissão está em uma das bordas da galáxia, de modo que a extremidade oposta influenciaria pouco no alargamento de suas linhas.

Uma complicação encontrada durante a tomada dos raios nas imagens do SDSS foi identificar a posição da abertura, sobre as GHII, usada na fotometria associada a medida de raio extraída do catálogo. As galáxias com subestruturas têm mais de uma região de fotometria estudada no Sloan e, conseqüentemente, cada uma possui um raio petrosiano. Geralmente o catálogo seleciona o maior raio para caracterizar a galáxia, mesmo assim é preciso certificar-se de que o raio selecionado corresponde a região de interesse. A galáxia UM 461 têm mais de um núcleo brilhante (figura 4.4.a), e no Sloan os dados fotométricos são extraídos de 3 regiões diferentes. Os raios petrosianos dos núcleos 1 e 2, informados pelo levantamento de dados, são  $R_{petro\ 1,g} = 2,70''$  e  $R_{petro\ 2,g} = 8,42''$  respectivamente. Quando realizamos nossa medida de raio tendo como origem da abertura o centroide da galáxia (figura 4.4.b), o valor medido foi de  $R_{petro,g} = 7,27''$ . Em uma segunda medida do raio (figura 4.4.c), mas dessa vez aplicando uma máscara sobre a metade inferior da

galáxia e o segundo núcleo brilhante, para conduzir o Statmorph à região 1, nós obtivemos um valor da ordem do esperado  $R_{petro,g} = 2,45''$ . Isso pode indicar que nas galáxias com subestruturas bem definidas e separadas, o SDSS não considera toda a galáxia na estimativa dos raios petrosianos. Já nos casos das galáxias com subestruturas agrupadas, o raio petrosiano abrangerá todas as fontes e será maior.

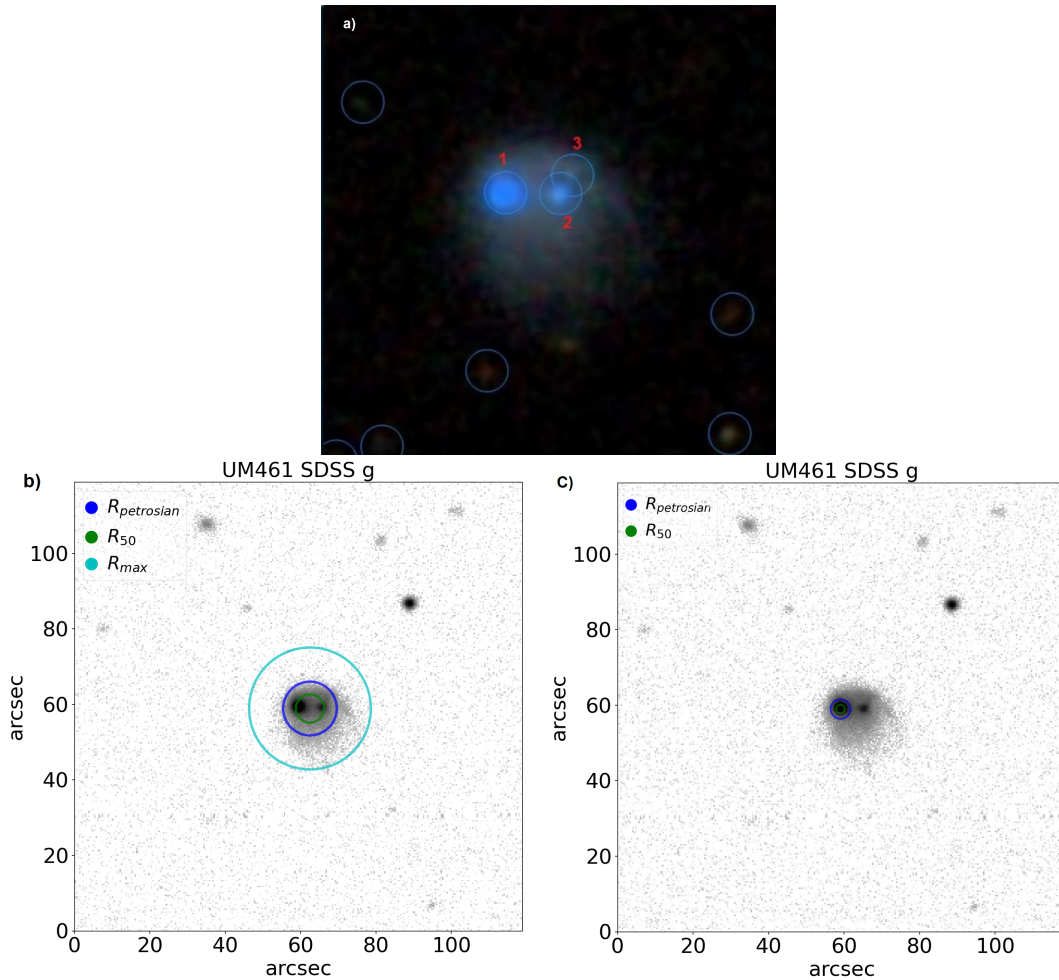


Figura 4.4: Raios petrosianos em regiões diferentes da galáxia UM 461. a) 3 regiões consideradas para fotometria no levantamento SDSS. b) Raio com origem no centro da galáxia. c) Raio com origem no núcleo mais brilhante.

Os raios medidos e extraídos do SDSS são dados nas tabelas 4.1, 4.2 e 4.3. A figura 4.5 traz um diagrama de dispersão entre os nossos raios medidos com as imagens do Sloan (SDSS img.) e os fornecidos pelos dados públicos do SDSS. No painel superior temos a correlação para os raios na banda g e no painel inferior, os resultados da banda u. A linha tracejada representa um ajuste 1 para 1, enquanto as linhas ponto-traço azuis e as verdes configuram a reta de tendência ajustada aos dados. A regressão linear por método dos mínimos quadrados aplicado no ajuste considera que a dispersão intrínseca atribuída pelo Statmorph e o nosso método de determinação dos raios é superior aos erros resultantes



do Sloan. O erro intrínseco das medidas será dado pelo rms entre os raios medidos e os esperados.

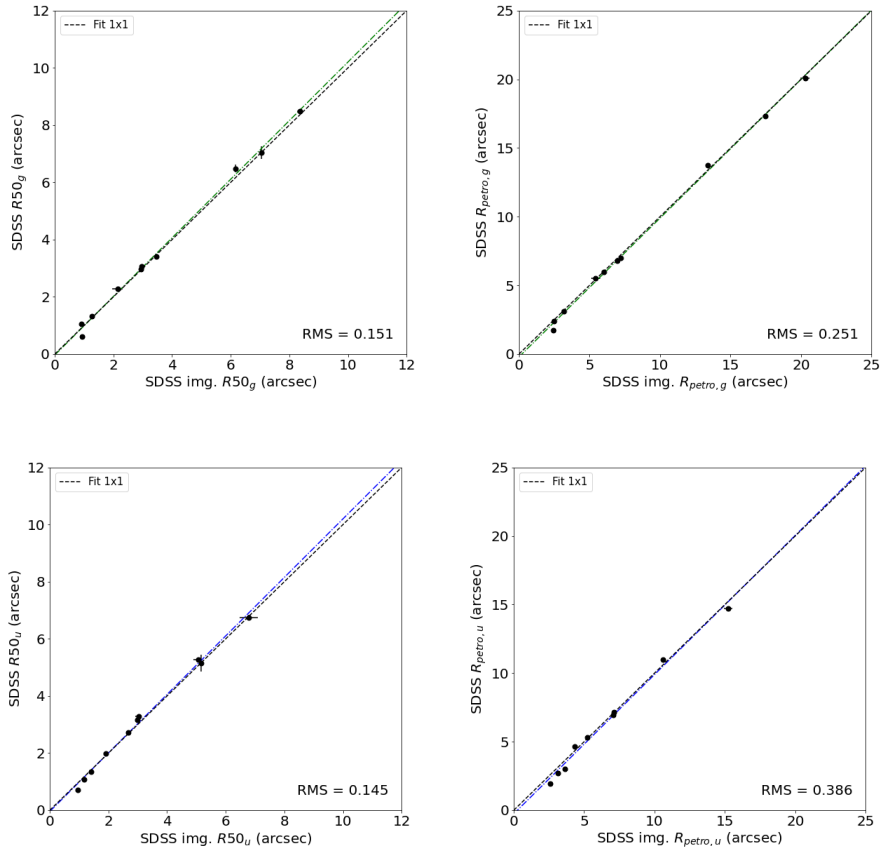


Figura 4.5: Correlação entre os valores de raio medidos e esperados sobre as imagens do SDSS nas bandas u e g. Linha tracejada representam ajuste  $1 \times 1$ . Linha ponto-traço são linhas de tendência.

Podemos notar que o espalhamento do ajuste é maior nas medidas de raio petrosiano total, principalmente nas derivadas da banda u cujas imagens possuem baixo sinal ruído. O limite das galáxias não é bem definido e se o ruído do céu começar a dominar e sobrepor as bordas, o raio medido será superestimado antes que a razão petrosiana  $R_p(r)$  convirja para o valor fixo. Nos raios petrosianos  $R_{50}$  o espalhamento em ambas bandas são mais baixos e próximos ao esperado. A maior divergência ocorre na medida da galáxia UM 559, onde o núcleo se encontra na periferia da galáxia. Investigando os resultados sem essa medida o rms  $\approx 0,15''$  diminui para rms  $< 0,1''$ . Ainda que o S/N nas imagens de emissão do contínuo estelar seja muito superior ao da banda u, fomos rígidos em tomar como erros intrínsecos de nossas medidas de raio observável  $\delta_{R_{50}} = 0,15''$  e  $\delta_{R_{petro}} = 0,25''$ . Esses erros foram incorporados por quadratura nas incertezas dos raios.

Também comparamos as medidas de raio na banda g do SDSS com as estimadas nas imagens do contínuo estelar, e contínuo estelar + emissão  $H\beta$  do NTT (ESO), sendo essas ultimas denominadas como imagens originais. Na correlação entre banda g  $\times$  contínuo estelar  $H\beta$ , os tamanhos  $R_{petro}$  (painel superior da figura 4.6) são pouco discrepantes nas galáxias pequenas, mas nas galáxias maiores as diferenças se acentuam. Essa é uma consequência da característica de ignorar as bordas fracas das galáxias alongadas e da diferença na qualidade das imagens do SDSS e NTT. As imagens do LTM07 por possuírem qualidade superior as do SDSS apresentam uma separação melhor entre a galáxia e o céu de fundo, de modo que o fluxo da região mais fraca fica de fora. Nas imagens da banda g com fundo mais ruidoso, onde céu e bordas se confundem, o raio se estende mais. A característica do raio petrosiano de concentrar o tamanho nas regiões de maior emissão, também é perceptível na correlação com as imagens originais. Os nós de formação mais brilhantes que contém a emissão das estrelas com o gás nebuloso, apresentam medidas de tamanho menores nessas imagens.

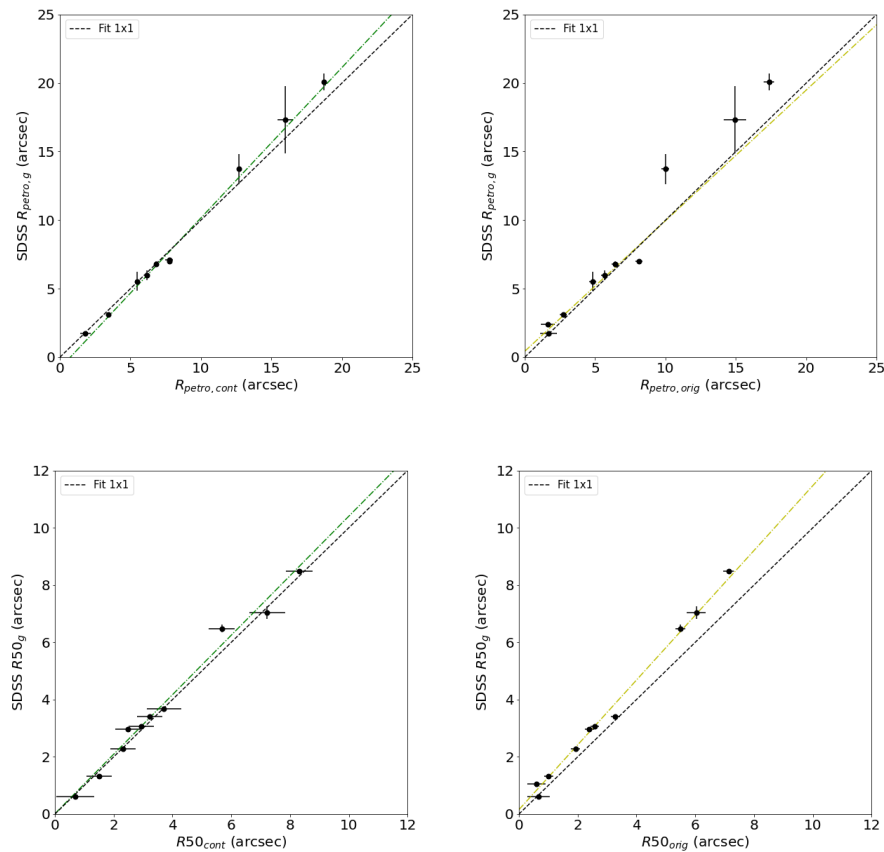


Figura 4.6: Comparação entre os raios medidos nas imagens da banda g e os raios calculados nas imagens do NTT, contínuo estelar (cont) e contínuo estelar+emissão  $H\beta$  (orig). Linha tracejada representam ajuste  $1 \times 1$ . Linha ponto-traço são linhas de tendência.

Na grandeza  $R_{50}$  (painel inferior da figura 4.6), a análise da correlação nos mostra que a curva de luz nas galáxias das imagens do contínuo estelar e da banda g, atingem 50% do fluxo em raios similares.  $R_{50}$  é um raio cujo fluxo que o define é majoritariamente dominado pela emissão dos núcleos de formação estelar. Os raios  $R_{50,orig}$  são menores que  $R_{50,g}$ , portanto, o fluxo dominante está concentrado em regiões menores. Esse resultado é uma soma dos efeitos da qualidade das imagens LTM07 e características do raio petrosiano já citadas. Podemos dizer que o parâmetro  $R_{50}$  estimado na banda g, aproxima-se mais das medidas dos núcleos de formação de estrelas como uma imagem do contínuo estelar. Na tentativa de calibrar a relação  $L - \sigma$  com os raios  $R_{50,g}$  deve-se considerar que, a emissão nessa banda é dominada pelo contínuo estelar com pouca contribuição do gás. As nossas medidas de raio são encontradas na tabela 4.4 e as imagens de todas as galáxias, são dispostas no apêndice desse trabalho.

Tabela 4.1: Raios Petrosianos do catálogo SDSS nas bandas u e g, em comum com a amostra do NTT (LTM07). A col. (2) é o redshift da GHII. Col. (3) e (5) são raios à meia luz e as col. (4) e (6), são raios totais. Todas as medidas foram corrigidas pelo seeing, calculado pelos dados psfWidth das colunas (7) e (8).

Galáxia (1)	$z_{hel}$ (2)	$R_{50,u}$ (") (3)	$R_{petro,u}$ (") (4)	$R_{50,g}$ (") (5)	$R_{petro,g}$ (") (6)	$psfW_u$ (") (7)	$psfW_g$ (") (8)
Cam 0840+1044	0,010	$1,561 \pm 0,106$	$4,554 \pm 0,445$	$2,180 \pm 0,031$	$5,367 \pm 0,456$	1,514	1,578
IIZw40	0,003	$1,589 \pm 0,054$	$3,285 \pm 0,284$	$1,833 \pm 0,064$	$4,820 \pm 0,390$	1,192	1,209
IIZW70	0,004	$2,725 \pm 0,024$	$5,337 \pm 0,273$	$2,959 \pm 0,039$	$5,989 \pm 0,361$	1,101	1,024
Mrk1271	0,003	$0,761 \pm 0,006$	$3,477 \pm 0,075$	$0,833 \pm 0,014$	$3,522 \pm 0,085$	2,240	1,980
Mrk1318	0,005	$6,742 \pm 0,104$	$14,715 \pm 0,586$	$8,490 \pm 0,077$	$20,094 \pm 0,603$	1,727	1,665
Mrk36	0,002	$3,294 \pm 0,071$	$6,965 \pm 0,152$	$3,417 \pm 0,064$	$6,981 \pm 0,187$	1,587	1,417
UM439	0,004	$5,268 \pm 0,062$	$11,010 \pm 0,913$	$6,484 \pm 0,132$	$13,731 \pm 1,098$	1,316	1,363
UM455	0,013	$1,999 \pm 0,067$	$4,659 \pm 0,647$	$2,280 \pm 0,038$	$5,543 \pm 0,685$	1,432	1,344
UM456	0,006	$5,148 \pm 0,291$	$33,961 \pm 3,193$	$7,039 \pm 0,230$	$17,310 \pm 2,446$	1,432	1,344
UM461	0,003	$1,084 \pm 0,037$	$2,696 \pm 0,102$	$1,057 \pm 0,020$	$2,412 \pm 0,018$	1,840	1,660
UM463	0,005	$1,347 \pm 0,050$	$3,029 \pm 0,143$	$1,314 \pm 0,012$	$3,120 \pm 0,115$	1,448	1,373
UM483	0,008	$3,175 \pm 0,039$	$7,172 \pm 0,198$	$3,074 \pm 0,010$	$6,820 \pm 0,178$	2,395	1,655
UM559	0,004	$0,717 \pm 0,021$	$1,920 \pm 0,043$	$0,611 \pm 0,012$	$1,712 \pm 0,014$	1,737	1,679



Tabela 4.2: Raios Petrosianos medidos nas imagens da bandas u e g do levantamento Sloan, em comum com a amostra do NTT (LTM07). Col. (2) e (5) são raios à meia luz e as col. (3) e (6), são raios totais. Todos as medidas foram corrigidas pelo seeing das colunas (4) e (7).

Galáxia (1)	$img R_{50,u}$ (") (2)	$img R_{petro,u}$ (") (3)	$see_u$ (") (4)	$img R_{50,g}$ (") (5)	$img R_{petro,g}$ (") (6)	$see_g$ (") (7)
Cam 0840+1044	1,945 ± 0,069	5,229 ± 0,196	1,252	1,954 ± 0,003	5,024 ± 0,046	1,252
IIZw40	1,684 ± 0,004	4,138 ± 0,005	0,967	2,267 ± 0,000	6,767 ± 0,000	0,974
IIZW70	2,665 ± 0,000	5,208 ± 0,000	0,931	2,948 ± 0,000	6,027 ± 0,000	0,825
Mrk1271	1,423 ± 0,000	3,805 ± 0,000	1,740	1,788 ± 0,000	5,116 ± 0,000	1,604
Mrk1318	6,789 ± 0,117	15,235 ± 0,229	1,427	8,360 ± 0,091	20,297 ± 0,314	1,304
Mrk36	3,029 ± 0,005	7,085 ± 0,007	1,287	3,471 ± 0,000	7,210 ± 0,000	1,131
UM439	5,062 ± 0,006	10,608 ± 0,025	1,104	6,156 ± 0,035	13,378 ± 0,013	1,154
UM455	1,915 ± 0,004	4,310 ± 0,007	1,155	2,145 ± 0,175	5,445 ± 0,314	1,109
UM456	5,170 ± 0,069	12,411 ± 0,166	1,155	7,047 ± 0,027	17,472 ± 0,033	1,109
UM461	1,177 ± 0,000	3,158 ± 0,001	1,577	0,905 ± 0,000	2,512 ± 0,000	1,325
UM463	1,420 ± 0,040	3,611 ± 0,118	1,206	1,270 ± 0,000	3,210 ± 0,000	1,083
UM483	2,978 ± 0,001	7,124 ± 0,009	1,870	2,957 ± 0,001	6,968 ± 0,001	1,318
UM559	0,966 ± 0,000	2,596 ± 0,000	1,447	0,939 ± 0,020	2,436 ± 0,066	1,341

Tabela 4.3: Raios Petrosianos medidos nas imagens de banda estreita  $H\beta$  do NTT. Col. (2) e (5) são raios com 50% do fluxo e as col. (3) e (6), são raios totais. Todos as medidas foram corrigidas pelo seeing das colunas (4) e (7).

Galáxia (1)	$R_{50,cont}$ (") (2)	$R_{petro,cont}$ (") (3)	$see_{cont}$ (") (4)	$R_{50,orig}$ (") (5)	$R_{petro,orig}$ (") (6)	$see_{orig}$ (") (7)
Cam 0840+1044	2,029 ± 0,008	4,087 ± 0,022	1,030	0,997 ± 0,001	2,793 ± 0,000	0,966
IIZw40	2,508 ± 0,007	8,089 ± 0,003	1,132	1,674 ± 0,021	5,304 ± 0,084	1,020
IIZW70	2,484 ± 0,000	6,169 ± 0,002	1,551	2,396 ± 0,177	5,663 ± 0,259	1,545
Mrk1271	1,128 ± 0,001	3,073 ± 0,000	0,938	0,755 ± 0,000	1,953 ± 0,000	1,019
Mrk1318	8,315 ± 0,030	18,725 ± 0,120	0,721	7,137 ± 0,015	17,366 ± 0,045	0,640
Mrk36	3,232 ± 0,005	7,758 ± 0,005	1,127	3,285 ± 0,001	8,115 ± 0,004	1,127
UM439	5,683 ± 0,021	12,674 ± 0,029	0,798	5,500 ± 0,021	9,984 ± 0,047	0,887
UM455	2,316 ± 0,010	5,494 ± 0,012	1,259	1,929 ± 0,467	4,837 ± 0,549	1,250
UM456	7,226 ± 0,177	16,001 ± 0,550	0,756	6,038 ± 0,073	14,920 ± 0,125	0,907
UM461	1,280 ± 0,162	4,099 ± 0,254	0,793	0,608 ± 0,108	1,626 ± 0,151	0,910
UM463	1,514 ± 0,007	3,417 ± 0,003	0,839	1,011 ± 0,000	2,727 ± 0,000	0,829
UM483	2,932 ± 0,002	6,830 ± 0,001	0,563	2,583 ± 0,001	6,420 ± 0,002	0,500
UM559	0,692 ± 0,128	1,812 ± 0,356	0,732	0,663 ± 0,000	1,701 ± 0,000	0,864

## 4.2 Ato I - Refino com parâmetro de estrutura - O Raio

Descobrir um parâmetro que consiga reduzir o espalhamento natural da relação empírica está intimamente associado a origem do alargamento das linhas de emissão. A ideia de que são sistemas gravitacionalmente ligados é antiga (Terlevich and Melnick, 1981), mas perdura até a atualidade. Nesta seção abordaremos a hipótese que explica os alargamentos das linhas, que representa velocidades supersônicas do gás nebuloso, como consequência

dos movimentos virializados. Apresentaremos todos os parâmetros utilizados na nossa tentativa de calibrar a relação  $L - \sigma$  utilizando o raio. Esse ensaio restringe-se a uma subamostra de BT11 contendo 39 GHII, como citado anteriormente. Os parâmetros de tamanho são apresentados em duas tabelas distintas. Na tabela 4.4 estão apenas os raios petrosianos observáveis, ou seja, as medidas angulares obtidas nas imagens, e que serão utilizadas para calcular o parâmetro que efetivamente entra na relação empírica, o raio físico. Todos os raios angulares, medidos das colunas 2 - 5, já se encontram corrigidos pelos efeitos da turbulência atmosférica dada pelo seeing nas colunas 7 e 8, através da equação 3.20, e estão separadas pela imagem de origem. A tabela 4.5 concentra as variáveis independentes usadas nos ajustes da relação como os raios físicos (colunas 2 a 5) e as dispersões de velocidade (coluna 7). A partir de agora trataremos os raios físicos de fluxo total como  $R_{\times}$  e os raios de meia luz por  $r_{50,\times}$ , sendo  $\times$  o tipo de imagem. Dessa forma evitamos confundir os raios físicos com os petrosianos angulares.

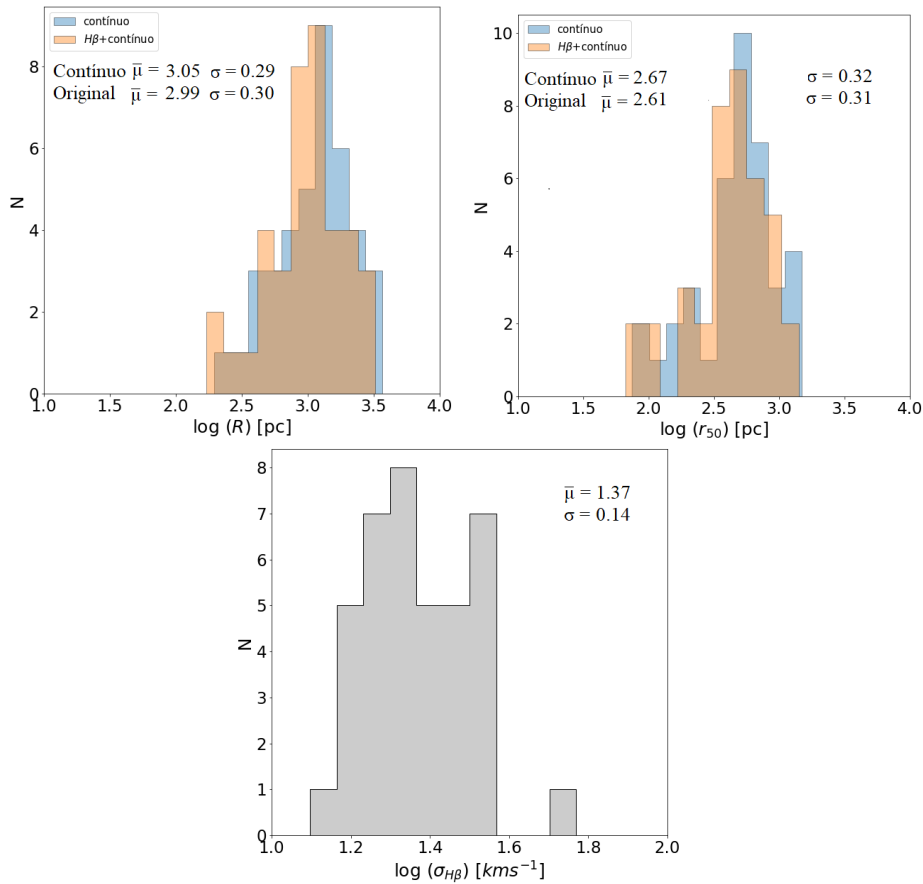


Figura 4.7: Distribuição dos parâmetros  $R$ ,  $r_{50}$  e  $\sigma$ .

Podemos notar nos histogramas das distribuições de raios, na figura 4.7, que os  $R_{orig}$  e  $r_{50,orig}$  são um pouco menores do que seus equivalentes originados das imagens do contínuo puro. O mesmo efeito havia sido observado na amostra de teste discutida na seção anterior, indicando que no primeiro caso o raio concentra regiões menores e mais brilhantes. O logaritmo dos raios forma uma distribuição quase gaussiana dos dados. Na mesma figura, o histograma das dispersões de velocidade expõe os limites de variação dos valores  $\sigma$  para uma amostra majoritariamente com perfil de linha gaussiano. As galáxias que apresentam esse perfil de linha não ultrapassam o regime de  $\log \sigma < 1,6$ , com dispersões de velocidade entre 12 a 40  $km s^{-1}$  que as confere intervalos logaritmos tipicamente de  $1,1 < \log \sigma < 1,6$ . Embora nossa amostra seja composta principalmente de espécimes com perfil de linha gaussiano, há também algumas galáxias com perfil irregular. Essas fontes podem atingir  $\sigma = 60 km s^{-1}$  e explicam os casos  $\log \sigma \approx 1,8$  como demonstrado por [Melnick et al. \(1988\)](#). São GHII de perfil de linha irregular: CTS 1013, CTS 1016, II ZW 40, [SC98] 13228-2547, Tol 0957-278, Tol 1924-416, Tol 2019-405, UM 455 e UM 483. Vale ressaltar que na nossa amostra as galáxias Tol 2041-394 e CTS 1034 não tinham  $\sigma_{H\beta}$  e nesse caso optamos por substituir pelo  $\sigma_{H\alpha}$ . Essas dispersões de velocidade possuem valores fisicamente idênticos, de modo que não fazem diferença à relação.

Os fluxos e as luminosidades  $H\beta$  aparecem na tabela 4.6 também separadas pela fonte da literatura. As amostras LTM07 e BT11 entregam fluxos obtidos por métodos observacionais diferentes e dependendo do método adotado, durante a construção de um indicador de distância empírico, ele pode introduzir a relação certos vieses. Faremos uma análise sobre o assunto na próxima seção. Todas as luminosidades presentes na tabela já estão corrigidas pelos efeitos de avermelhamento e os dados necessários para calculá-las se encontram na mesma tabela.

Tabela 4.4: Raios petrosianos nas imagens do contínuo estelar e original. Coluna (1) objeto; Col. (2) e (4) raios petrosianos fluxo total; Col. (3) e (5) raios observados efetivo petrosiano; col. (6) distância angular e col. (7) e (8) seeing das imagens.

	Galáxia	$R_{petro,cont}$	$R_{50,cont}$	$R_{petro,orig}$	$R_{50,orig}$	Da	$sec_{cont}$	$sec_{orig}$
		(")	(")	(")	(")	(Mpc)	(")	(")
	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
1	Cam 0840+1044	4,087 ± 0,251	2,029 ± 0,150	2,793 ± 0,250	0,997 ± 0,150	46,945	1,030	0,966
2	CTS 1011	4,636 ± 0,250	2,243 ± 0,150	3,945 ± 0,250	1,936 ± 0,150	54,432	0,990	1,070
3	CTS 1013	3,156 ± 0,250	1,349 ± 0,150	2,393 ± 0,250	0,863 ± 0,150	112,112	1,211	0,970
4	CTS 1016	1,954 ± 0,250	0,827 ± 0,150	1,853 ± 0,250	0,876 ± 0,150	140,417	0,656	0,588
5	CTS 1017	1,888 ± 0,250	0,680 ± 0,150	1,226 ± 0,250	0,483 ± 0,150	143,813	0,823	0,529
6	CTS 1020	2,854 ± 0,250	1,280 ± 0,150	2,824 ± 0,250	1,220 ± 0,150	56,192	0,771	0,771
7	CTS 1022	1,765 ± 0,250	0,719 ± 0,150	1,792 ± 0,250	0,741 ± 0,150	61,050	0,764	0,718
8	CTS 1034	5,917 ± 0,261	2,674 ± 0,154	5,081 ± 0,252	2,090 ± 0,151	95,622	1,547	1,096
9	CTS 1035	3,471 ± 0,250	1,446 ± 0,150	3,018 ± 0,250	1,167 ± 0,150	116,274	1,205	1,530
10	Mrk 1271	3,074 ± 0,250	1,128 ± 0,150	1,953 ± 0,250	0,755 ± 0,150	19,047	0,938	1,019
11	IIZw 40	8,089 ± 0,250	2,508 ± 0,150	5,304 ± 0,264	1,674 ± 0,151	11,771	1,132	1,020
12	IIZW 70	6,169 ± 0,250	2,484 ± 0,150	5,663 ± 0,360	2,396 ± 0,232	19,036	1,551	1,545
13	Mrk 1318	18,725 ± 0,277	8,315 ± 0,153	17,366 ± 0,250	7,137 ± 0,150	25,871	0,721	0,640
14	Mrk 36	7,758 ± 0,250	3,232 ± 0,150	8,115 ± 0,252	3,285 ± 0,150	13,088	1,127	1,127
15	[SC98] 13016-2236	3,607 ± 0,250	1,496 ± 0,150	3,578 ± 0,282	1,465 ± 0,154	47,328	0,936	1,142
16	[SC98] 13191-2212	4,930 ± 0,259	2,082 ± 0,152	5,334 ± 0,250	2,019 ± 0,150	99,653	0,952	0,876
17	[SC98] 13228-2547	3,671 ± 0,328	1,585 ± 0,240	4,035 ± 0,250	1,719 ± 0,150	63,575	0,983	1,067
18	Tol 0505-387	4,387 ± 0,250	2,296 ± 0,150	4,194 ± 0,250	2,214 ± 0,150	115,807	1,070	1,104
19	Tol 0528-383	7,247 ± 0,252	3,126 ± 0,150	6,746 ± 0,258	3,090 ± 0,150	48,663	0,882	0,658
20	Tol 0610-387	7,858 ± 0,250	3,150 ± 0,151	7,558 ± 0,250	3,051 ± 0,150	25,416	1,101	1,108
21	Tol 0633-415	4,504 ± 0,250	1,957 ± 0,150	3,300 ± 0,325	1,312 ± 0,240	68,714	1,516	1,482
22	Tol 0645-376	7,177 ± 0,250	2,658 ± 0,150	4,849 ± 0,250	1,663 ± 0,150	105,327	1,535	1,533
23	Tol 0957-278	8,807 ± 0,250	4,348 ± 0,150	9,290 ± 0,250	4,695 ± 0,150	18,583	0,914	0,772
24	Tol 1004-296	17,256 ± 0,250	7,892 ± 0,150	13,497 ± 0,250	6,065 ± 0,150	20,060	0,767	0,919
25	Tol 1025-285	5,669 ± 0,250	2,426 ± 0,150	5,310 ± 0,250	2,296 ± 0,150	126,342	1,509	1,216
26	Tol 1147-283	8,835 ± 0,380	3,865 ± 0,295	6,136 ± 0,250	2,501 ± 0,150	30,769	1,135	1,163
27	Tol 1223-359	3,750 ± 0,251	1,687 ± 0,150	3,052 ± 0,250	1,734 ± 0,150	42,726	0,592	0,532
28	Tol 1345-420	5,505 ± 0,250	2,238 ± 0,150	4,458 ± 0,250	1,798 ± 0,150	36,822	0,778	1,004
29	Tol 1924-416	6,379 ± 0,250	2,992 ± 0,150	5,372 ± 0,254	2,947 ± 0,150	37,760	0,905	0,881
30	Tol 1937-423	9,628 ± 0,250	4,032 ± 0,150	9,617 ± 0,250	4,126 ± 0,150	36,802	0,862	0,862
31	Tol 2019-405	4,916 ± 0,251	2,010 ± 0,151	4,228 ± 0,254	1,604 ± 0,151	58,906	0,851	0,904
32	Tol 2041-394	1,959 ± 0,250	0,741 ± 0,150	1,443 ± 0,250	0,533 ± 0,150	100,830	0,781	0,899
33	UM 439	12,674 ± 0,252	5,683 ± 0,151	9,984 ± 0,254	5,496 ± 0,151	21,064	0,798	0,887
34	UM 455	5,494 ± 0,250	2,316 ± 0,150	4,837 ± 0,603	1,929 ± 0,490	58,581	1,259	1,250
35	UM 456	16,001 ± 0,604	7,226 ± 0,232	14,920 ± 0,280	6,038 ± 0,167	28,870	0,756	0,907
36	UM 461	7,743 ± 0,357	3,704 ± 0,221	5,595 ± 0,292	3,299 ± 0,185	19,807	0,793	0,910
37	UM 463	3,417 ± 0,250	1,514 ± 0,150	2,727 ± 0,250	1,011 ± 0,150	24,582	0,839	0,829
38	UM 483	6,830 ± 0,250	2,932 ± 0,150	6,420 ± 0,250	2,589 ± 0,150	37,759	0,563	0,500
39	UM 559	1,812 ± 0,435	0,692 ± 0,273	1,702 ± 0,250	0,663 ± 0,150	22,312	0,732	0,864

Os raios apresentados nessa tabela estão corrigidos pela turbulência atmosférica.

Não são medidas de tamanhos físicos e sim, parâmetros observáveis.

Tabela 4.5: Parâmetros de calibragem da relação  $L - \sigma$ . Coluna (1) objeto; col. (2) redshift corrigido CMB; Col. (3) e (5) raio físico total; Col. (4) e (6) raio físico efetivo petrosiano e col. (7) dispersão de velocidade.

	Galáxia	$z_{cmb}$	$R_{cont}$ (pc)	$r_{50,cont}$ (pc)	$R_{orig}$ (pc)	$r_{50,orig}$ (pc)	$\sigma_{H\beta}$ ( $kms^{-1}$ )
	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
1	Cam 0840+1044	0,011	930,23 ± 62,59	461,86 ± 37,32	635,65 ± 60,13	226,85 ± 38,40	15,4 ± 1,8
2	CTS 1011	0,013	1223,37 ± 73,44	591,98 ± 43,30	1040,94 ± 71,76	510,82 ± 43,12	21,2 ± 0,7
3	CTS 1013	0,028	1715,27 ± 144,93	733,20 ± 91,27	1300,61 ± 142,45	469,33 ± 94,24	33,7 ± 2,9
4	CTS 1016	0,036	1330,01 ± 175,77	563,27 ± 110,76	1261,59 ± 175,20	596,30 ± 108,75	35,1 ± 2,9
5	CTS 1017	0,037	1316,48 ± 181,43	474,17 ± 122,80	855,11 ± 179,60	336,94 ± 119,53	27,7 ± 2,2
6	CTS 1020	0,014	777,50 ± 71,53	348,71 ± 43,59	769,42 ± 71,48	332,39 ± 43,68	34,5 ± 0,4
7	CTS 1022	0,015	522,36 ± 76,86	212,79 ± 50,56	530,34 ± 76,66	219,46 ± 49,64	22,6 ± 1,8
8	CTS 1034	0,024	2742,90 ± 140,40	1239,83 ± 80,50	2355,40 ± 131,91	968,83 ± 76,38	26,6 ± 1,8
9	CTS 1035	0,029	1956,73 ± 151,38	815,16 ± 93,93	1701,30 ± 151,64	657,72 ± 102,47	27,4 ± 2,9
10	Mrk 1271	0,005	283,83 ± 24,71	104,15 ± 15,29	180,38 ± 24,40	69,76 ± 16,83	20,6 ± 0,4
11	IIZw 40	0,003	461,63 ± 30,46	143,13 ± 12,11	302,69 ± 23,23	95,51 ± 10,61	32,9 ± 0,4
12	IIZW 70	0,005	569,38 ± 35,02	229,25 ± 17,93	522,64 ± 41,28	221,12 ± 24,71	21,0 ± 1,2
13	Mrk 1318	0,006	2348,56 ± 74,45	1042,88 ± 34,97	2178,14 ± 68,62	895,16 ± 31,37	17,1 ± 1,2
14	Mrk 36	0,003	492,29 ± 26,57	205,06 ± 13,12	514,91 ± 27,44	208,46 ± 13,21	17,1 ± 1,2
15	[SC98] 13016-2236	0,011	827,53 ± 61,71	343,17 ± 37,20	821,03 ± 68,99	336,07 ± 39,03	22,6 ± 2,9
16	[SC98] 13191-2212	0,025	2381,93 ± 139,46	1005,68 ± 79,30	2577,18 ± 137,55	975,64 ± 78,14	30,6 ± 2,9
17	[SC98] 13228-2547	0,016	1131,41 ± 105,97	488,39 ± 78,38	1243,64 ± 84,02	529,78 ± 50,28	25,1 ± 2,2
18	Tol 0505-387	0,029	2463,29 ± 155,05	1289,35 ± 92,66	2354,80 ± 154,08	1242,96 ± 92,54	21,8 ± 2,9
19	Tol 0528-383	0,012	1709,75 ± 78,19	737,48 ± 41,92	1591,58 ± 76,90	728,98 ± 41,62	18,0 ± 2,2
20	Tol 0610-387	0,006	968,24 ± 48,65	388,09 ± 24,13	931,26 ± 47,55	375,93 ± 23,79	16,6 ± 2,9
21	Tol 0633-415	0,017	1500,52 ± 93,77	651,85 ± 56,44	1099,47 ± 114,93	437,24 ± 92,70	32,0 ± 0,7
22	Tol 0645-376	0,026	3665,07 ± 159,59	1357,14 ± 87,12	2475,88 ± 144,24	849,26 ± 87,16	28,7 ± 2,2
23	Tol 0957-278	0,004	793,40 ± 34,82	391,70 ± 18,87	836,99 ± 35,94	422,97 ± 19,59	24,7 ± 2,2
24	Tol 1004-296	0,005	1678,16 ± 59,71	767,55 ± 28,90	1312,62 ± 49,10	589,80 ± 24,11	31,9 ± 3,5
25	Tol 1025-285	0,032	3472,36 ± 177,49	1485,96 ± 103,23	3252,32 ± 174,51	1406,44 ± 101,43	58,8 ± 2,9
26	Tol 1147-283	0,007	1317,93 ± 67,03	576,56 ± 47,09	915,26 ± 44,91	373,12 ± 25,11	17,0 ± 2,2
27	Tol 1223-359	0,010	776,71 ± 56,03	349,46 ± 32,93	632,20 ± 54,63	359,23 ± 32,85	17,5 ± 2,2
28	Tol 1345-420	0,009	982,77 ± 52,51	399,47 ± 29,39	795,89 ± 50,12	320,89 ± 29,21	20,4 ± 2,2
29	Tol 1924-416	0,009	1167,76 ± 56,92	547,73 ± 31,95	983,50 ± 54,67	539,41 ± 31,89	35,4 ± 3,5
30	Tol 1937-423	0,009	1717,88 ± 66,94	719,48 ± 34,10	1715,94 ± 66,89	736,11 ± 34,36	24,0 ± 2,2
31	Tol 2019-405	0,014	1403,91 ± 81,00	574,17 ± 46,59	1207,42 ± 79,65	458,13 ± 46,34	25,8 ± 1,8
32	Tol 2041-394	0,025	957,77 ± 126,99	362,32 ± 83,40	705,38 ± 129,28	260,51 ± 96,15	28,5 ± 1,8
33	UM 439	0,005	1294,32 ± 44,06	580,38 ± 22,31	1019,58 ± 38,35	561,26 ± 21,94	17,7 ± 0,4
34	UM 455	0,014	1560,26 ± 81,77	657,79 ± 47,29	1373,65 ± 176,14	547,98 ± 147,02	22,6 ± 2,2
35	UM 456	0,007	2239,58 ± 103,40	1011,39 ± 42,13	2088,29 ± 67,84	845,11 ± 32,44	16,1 ± 0,7
36	UM 461	0,005	743,54 ± 40,12	355,71 ± 23,52	537,27 ± 31,92	316,76 ± 19,99	12,5 ± 0,4
37	UM 463	0,006	407,18 ± 31,99	180,46 ± 19,20	324,99 ± 31,40	120,45 ± 19,60	19,2 ± 2,2
38	UM 483	0,009	1250,37 ± 56,28	536,75 ± 30,95	1175,24 ± 55,16	473,96 ± 30,24	17,2 ± 0,7
39	UM 559	0,005	195,95 ± 48,39	74,84 ± 33,51	184,06 ± 28,47	71,68 ± 19,50	16,9 ± 0,7

Os raios apresentados nessa tabela estão corrigidos pela turbulência atmosférica.

Incerteza do redshift é da ordem  $\delta z_{cmb} = 10^{-5}$ .

Tabela 4.6: Coluna (1) objeto; (2) e (4) Fluxo da amostra LTM07 e BT11; (3) e (5) luminosidades corrigidas pela extinção; (6) coef. de extinção  $H\beta$  e (7) Distância luminosa.

	Galáxia	LTM07		BT11		$c(H\beta)$	$D_L$ (Mpc)
		$F_{H\beta}$ $10^{-14}(\text{ergs}^{-1}\text{cm}^{-2})$	$\log L_{H\beta}$ ( $\text{ergs}^{-1}$ )	$F_{H\alpha}$ $10^{-14}(\text{ergs}^{-1}\text{cm}^{-2})$	$\log L_{H\beta}$ ( $\text{ergs}^{-1}$ )		
	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
1	Cam 0840+1044	1,73 ± 0,03	39,93	2,1	39,47	0,25	48,0 ± 1,27
2	CTS 1011	5,68 ± 0,06	40,67	6,2	40,13	0,34	55,9 ± 1,44
	B.K.	1,30 ± 0,04	40,03	–	–	–	–
3	CTS 1013	1,75 ± 0,03	40,47	1,7	40,00	0,00	118,5 ± 2,98
4	CTS 1016	1,13 ± 0,03	40,68	1,7	40,33	0,19	150,6 ± 3,78
5	CTS 1017	1,72 ± 0,03	40,91	2,2	40,49	0,22	154,5 ± 3,88
6	CTS 1020	8,38 ± 0,70	40,85	15,0	40,54	0,33	57,7 ± 1,47
7	CTS 1022	1,90 ± 0,14	40,38	2,6	39,92	0,43	62,9 ± 1,60
8	CTS 1034	0,28 ± 0,02	39,81	1,3	39,92	0,28	100,2 ± 2,54
9	CTS 1035	0,58 ± 0,03	40,14	1,5	40,06	0,12	123,2 ± 3,12
10	Mrk 1271	23,79 ± 0,68	40,02	29,0	39,65	0,00	18,2 ± 0,55
11	IIZw 40	34,47 ± 0,63	40,37	35,0	39,72	0,61	11,8 ± 0,69
12	IIZW 70	21,80 ± 1,08	40,28	27,0	39,82	0,30	19,2 ± 0,88
13	Mrk 1318	23,93 ± 1,43	40,56	22,0	39,98	0,27	26,2 ± 0,73
	B.K.	12,27 ± 0,78	40,27	–	–	–	–
14	Mrk 36	25,70 ± 0,98	39,81	15,0	39,09	0,08	13,2 ± 0,57
	B.K.	7,42 ± 0,12	39,26	–	–	–	–
15	[SC98] 13016-2236	1,09 ± 0,04	39,63	1,8	39,34	0,14	48,4 ± 1,26
16	[SC98] 13191-2212	0,49 ± 0,02	40,33	2,1	40,33	0,52	104,7 ± 2,64
17	[SC98] 13228-2547	1,79 ± 0,04	40,25	1,9	39,72	0,29	65,6 ± 1,68
	B.K.	1,19 ± 0,26	40,07	–	–	–	–
18	Tol 0505-387	4,58 ± 0,05	41,27	1,1	40,07	0,35	122,6 ± 3,17
	B.K.	1,32 ± 0,14	40,72	–	–	–	–
19	Tol 0528-383	2,92 ± 0,04	40,29	3,7	39,82	0,35	49,8 ± 1,47
	B.K.	1,20 ± 0,27	39,90	–	–	–	–
20	Tol 0610-387	1,28 ± 0,04	39,94	1,1	39,10	0,93	25,7 ± 1,00
	B.K.	0,82 ± 0,13	39,74	–	–	–	–
21	Tol 0633-415	6,32 ± 0,11	40,98	11,0	40,63	0,40	71,1 ± 1,93
22	Tol 0645-376	2,37 ± 0,12	40,73	2,9	40,30	0,19	110,9 ± 2,87
23	Tol 0957-278	31,15 ± 1,40	40,29	20,0	39,58	0,17	18,8 ± 0,63
	B.K.	5,07 ± 0,50	39,50	–	–	–	–
24	Tol 1004-296	87,43 ± 2,90	41,03	74,0	40,37	0,40	20,2 ± 0,66
	B.K.	19,86 ± 1,70	40,38	–	–	–	–
25	Tol 1025-285	1,15 ± 0,04	41,19	4,0	41,01	0,79	134,5 ± 3,38
26	Tol 1147-283	4,10 ± 0,07	39,88	5,6	39,49	0,20	31,2 ± 0,85
	B.K.	1,49 ± 0,27	39,43	–	–	–	–
27	Tol 1223-359	6,91 ± 0,12	40,36	7,5	39,88	0,16	44,2 ± 1,16
	B.K.	3,47 ± 0,63	40,06	–	–	–	–
28	Tol 1345-420	6,71 ± 0,60	40,32	8,7	39,89	0,27	37,5 ± 1,05
29	Tol 1924-416	85,90 ± 2,22	41,29	100,0	40,86	0,11	38,4 ± 1,11
	B.K.	24,45 ± 2,40	40,74	–	–	–	–
30	Tol 1937-423	2,45 ± 0,06	40,31	2,0	39,53	0,70	37,4 ± 1,09
	B.K.	0,83 ± 0,09	39,84	–	–	–	–
31	Tol 2019-405	1,13 ± 0,03	39,80	1,5	39,43	0,10	60,6 ± 1,61
32	Tol 2041-394	1,05 ± 0,02	40,15	1,9	39,95	0,00	106,0 ± 2,70
33	UM 439	14,34 ± 1,52	39,94	12,0	39,39	0,05	21,3 ± 0,59
	B.K.	6,78 ± 0,30	39,61	–	–	–	–
34	UM 455	2,82 ± 0,11	40,57	2,0	39,80	0,48	60,3 ± 1,53
35	UM 456	8,50 ± 0,90	40,00	8,9	39,54	0,06	29,3 ± 0,78
	B.K.	2,30 ± 0,35	39,43	–	–	–	–
36	UM 461	12,75 ± 1,10	39,84	11,0	39,30	0,05	20,0 ± 0,56
	B.K.	10,50 ± 0,30	39,74	–	–	–	–
37	UM 463	2,79 ± 0,40	39,48	3,3	39,04	0,17	24,9 ± 0,67
38	UM 483	2,70 ± 0,05	40,13	4,7	39,76	0,45	38,4 ± 1,01
	B.K.	1,62 ± 0,40	39,90	–	–	–	–
39	UM 559	10,43 ± 0,97	39,80	5,0	39,03	0,00	22,5 ± 0,70
	B.K.	4,18 ± 0,76	39,40	–	–	–	–

### 4.2.1 Fotometria superficial $\times$ Espectroscopia

Embora as luminosidades utilizadas em nosso refino da relação  $L - \sigma$  originarem-se na espectroscópica, as comparamos com luminosidades da amostra LTM07 que foram calculadas por outra técnica observacional, a fotometria superficial. Decorrente dessa análise, encontramos vieses causados por efeito de abertura na espectroscopia, assim como [Lagos et al. \(2007\)](#). Os fluxos fotométricos de superfície  $H\beta$  para os objetos e nó de formação estelar mais intenso são dados na tabela 4.6, junto aos fluxos espectroscópicos da amostra BT11. Na mesma tabela são encontradas as luminosidades calculadas separadas pela fonte e corrigidas pela extinção. Uma luminosidade específica para o núcleo principal mais brilhante (B.K.) aparece nos casos onde as GHII possuem múltiplos componentes nucleares. Galáxias compactas ou com apenas uma região de emissão dominante apresentam apenas uma fonte de fluxo integrado. Na tabela 4.6, também são inseridos os coeficientes de extinção  $H\beta$  e as distâncias de luminosidade, colunas (6) e (7) respectivamente.

Os fluxos da fotometria superficial são mais brilhantes do que os da espectrofotometria e isso implica em valores maiores de luminosidade. A figura 4.8 mostra histogramas de luminosidades derivadas tanto da espectroscopia, utilizadas em BT11 e derivadas de [Kehrig et al. \(2004\)](#), como as medidas derivadas da fotometria superficial das imagens do NTT. A figura 4.9 mostra de forma gráfica a comparação das luminosidades espectroscópicas e da fotometria superficial. A diferença se acentua nas galáxias mais próximas, onde a luminosidade espectrofotométrica encontra seus menores valores. Nas galáxias mais distantes o comportamento inverso ocorre e a luminosidade da fotometria se aproxima da luminosidade espectroscópica. Essa característica indica que os fluxos espectroscópicos foram subestimados nas galáxias próximas, e que o efeito é reduzido nas mais distantes. Vieses observacionais como este surgem em levantamentos espectroscópicos devido a efeitos de abertura e a posição da fenda ou fibra fixa.

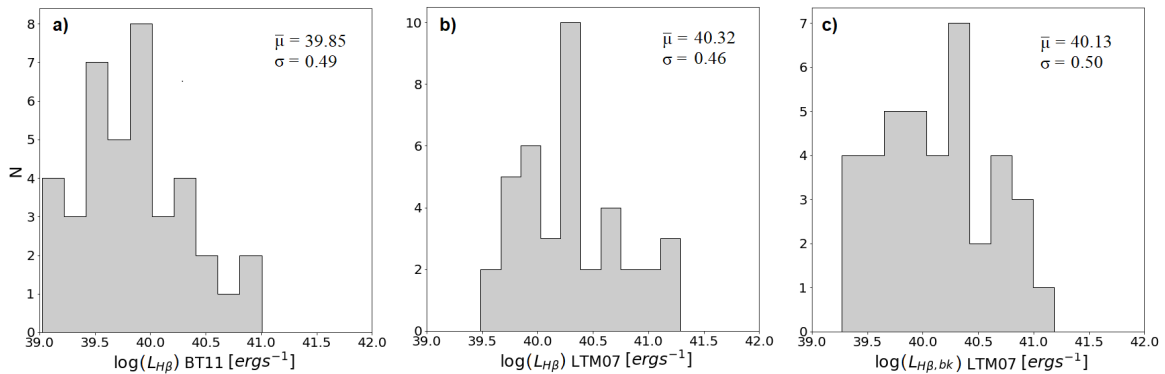


Figura 4.8: Histograma das luminosidades separados por tipo. a) Espectroscopia amostra BT11; Fotometria superficial amostra LTM07 b) luminosidade total da galáxia e c) do núcleo dominante.

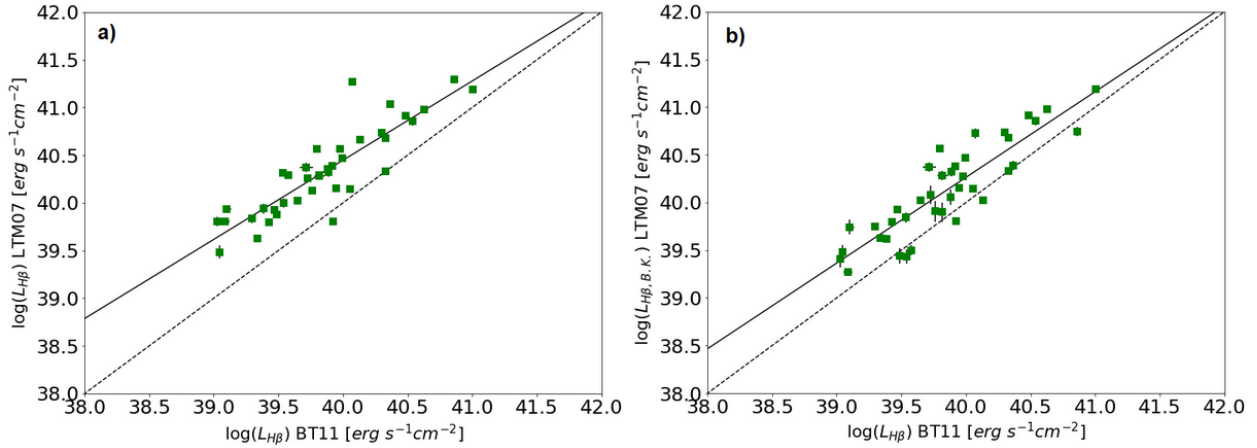


Figura 4.9: Diagrama luminosidade fotométrica  $\times$  espectroscópica. Comparação entre o logaritmo da luminosidade  $H\beta$  derivada: a) do fluxo integrado fotométrico e o espectroscópico; b) do fluxo fotométrico, emitido pelo núcleo dominante, e o espectroscópico. As linhas sólidas são linhas de tendência. As linhas tracejadas são de referência onde as luminosidades são iguais nas duas técnicas de observação.

Na espectroscopia o fluxo integrado é medido pelo que cai na fenda longa. No caso das GHII mais distantes, as imagens são pequenas o suficiente para serem inseridas totalmente na fenda longa, de modo que sofrem menos efeito de abertura e o fluxo coletado será maior. Naturalmente nas galáxias mais próximas com melhor resolução espacial o efeito de abertura é maior, uma vez que apenas parte do fluxo da galáxia será coletado pela fenda. Esse efeito será desprezível para GHII com distâncias cada vez maiores, portanto, a forma de minimizá-lo é incorporar à amostra fontes em alto redshift, e utilizarmos uma abertura de fenda maior para as galáxias próximas.

A posição da fenda também é importante. Se a fenda for posicionada sobre uma região com uma fonte de altíssimo brilho, naturalmente a luminosidade integrada será maior. Os fluxos BT11 foram todos medidos de regiões detectadas por serem muito brilhantes, mas não é possível afirmar que são as mesmas regiões de emissão dos nós principais (B.K.). Não podemos esperar uma correspondência exata entre a  $\log(L_{H\beta})$  e  $\log(L_{H\beta, B.K.})$  como é evidenciado no diagrama entre as luminosidades (figura 4.9.b). Outra fonte de incerteza está associada a objetos com multiplicidade de núcleos de formação estelar. Durante a observação dessas galáxias o fluxo difuso de núcleos adjacentes ao nó brilhante principal pode ser incorporado. Esse efeito acomete principalmente a fotometria de superfície, mas não é excludente na espectroscopia de fenda longa.

Mesmo uma fibra como as dos espectrógrafos usados para medir as linhas de emissão em alta resolução espectral, sofrem com o efeito de abertura. Em galáxias com multiplicidade de núcleos de formação estelar, o fluxo coletado pode incorporar a contribuição de outro superaglomerado subjacente. As velocidades medidas podem não corresponder as



regiões onde outros parâmetros foram medidos. Todos os efeitos observados influenciam a relação  $L - \sigma$  e, portanto, foi necessário tomar conhecimento deles e de suas implicações.

### 4.2.2 Relação empírica $L - \sigma$ - amostra padrão

Inicialmente restringimos a nossa análise à relação empírica  $L - \sigma$ , com a finalidade de obter o grau de espalhamento natural da nossa amostra antes de calibrá-la. Utilizamos uma subamostra de BT11 chamada amostra padrão, composta pelas 39 GHII do NTT de LTM07. A correlação entre as luminosidades e as dispersões de velocidade é forte, dada por um coeficiente de Pearson  $r = 0,77$ . A presença da correlação é evidente e facilmente observada na figura 4.10. As retas representam 3 categorias de regressão linear simples pelo método de mínimos quadrados ordinários (MQO) e as informações de seus ajustes são apresentadas na tabela 4.7. MQO( $Y|X$ ) (linha pontilhada) é a forma padrão do ajuste, onde minimiza a soma dos quadrados da distância na vertical. MQO( $X|Y$ ) (linha tracejada) é o ajuste inverso e tem a maior variância entre os 3, visível através do rms cerca de 30% maior (rms = 0,403). Ela não serve para representar o modelo, mas impõem o limite superior e inferior para os coeficientes de inclinação e intersecção, respectivamente. Por fim, MQO-Bissetriz (linha sólida) é a linha de tendência simétrica formada pelo ângulo entre as inclinações dos 2 ajustes anteriores. Feigelson and Babu (1992) mostraram que o MQO-bissetriz costuma ser uma classe de ajuste melhor com menor variância. Embora esse ajuste cruze o centro da relação, o grau de dispersão é maior que em MQO( $Y|X$ ) para nossa amostra. Todas as regressões foram tomadas assumindo que os erros de medição não dominam a dispersão intrínseca da relação, de modo a obtermos o espalhamento natural causado pela variância dos dados. A técnica de regressão adotada é importante nesse tipo de estudo para identificar qual ajuste representa melhor a amostra. Um ajuste mais robusto ponderado pelas incertezas das medidas (equação 3.31), utilizando MCMC, será tratado mais adiante.

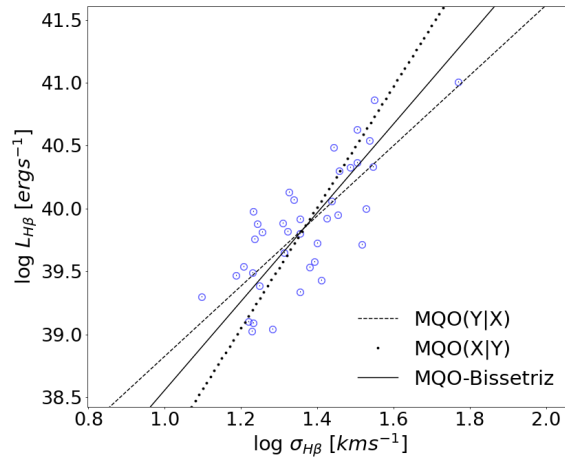


Figura 4.10: Relação  $L - \sigma$  para amostra padrão (39 GHII do NTT de LTM07). Cada linha representa um tipo de ajuste MQO da relação.

Alinhado a abordagem anterior, ajustamos também a relação  $L - \sigma$  para uma amostra reduzida de 30 GHII com apenas objetos de perfil de linha gaussiano. É perceptível que a dispersão residual é reduzida nessa subamostra de GHII em relação à amostra padrão. Como comentado nas seções anteriores, BT11 observou que galáxias com esse perfil de linha apresentavam relações mais estreitas, de modo que, o perfil da linha pode estar associado a origem da dispersão intrínseca. É interessante que essa característica continua válida mesmo usando uma amostra gaussiana com metade do tamanho da originalmente trabalhada em BT11. O resultado do ajuste é apresentado na tabela 4.7 (quadro inferior) e observamos que ao retirar os 9 espécimes com perfil de linha irregular, a dispersão das relações diminui em média 10%. A correlação entre  $L_{H\beta}$  e  $\sigma_{H\beta}$  se torna mais forte e elevava-se para  $r=0,82$ . Isso será importante também quando trabalharmos com a amostra maior na seção 4.3. A amostra BT11 foi selecionada com galáxias em sua maioria de perfil de linha gaussiano porque acreditamos que essas irão contribuir mais para estreitar a relação.

Tabela 4.7: Ajuste por mínimos quadrados da relação  $L_{H\beta} - \sigma_{H\beta}$  para as amostras: padrão e subamostra com galáxias de perfil de linha gaussiano.

Regressão	Intersecção (a)	Inclinação (b)	rms
<b>Coef. Pearson = 0,77. (39 GHII - Amostra padrão)</b>			
$\log(L_{H\beta}) = a + b \times \log(\sigma)$			
MQO(Y X)	( 36,04 ± 0,48 )	( 2,79 ± 0,35 )	0,308
MQO(X Y)	( 33,27 ± 0,92 )	( 4,82 ± 0,67 )	0,403
MQO Bissetriz	( 35,03 ± 0,49 )	( 3,53 ± 0,35 )	0,323
<b>Coef. Pearson = 0,82. (30 GHII - Perfil de linha Gaussiano)</b>			
MQO(Y X)	( 35,68 ± 0,47 )	( 3,09 ± 0,34 )	0,283
MQO(X Y)	( 33,56 ± 1,08 )	( 4,67 ± 0,81 )	0,358
MQO Bissetriz	( 34,85 ± 0,57 )	( 3,71 ± 0,41 )	0,297

Na tabela 4.8 são apresentados os resultados da relação  $L - \sigma$  ponderada pelas incertezas estatísticas associadas as medidas, para a amostra padrão e a reduzida com apenas GHII de perfil de linha gaussiano. A amostra padrão teve dispersão com  $\text{rms}=0,332$ , enquanto a reduzida apresentou espalhamento de  $\text{rms}=0,306$ . Em ambos os casos o valor foi substancialmente maior do que no MQO, mas é perceptível que a amostra gaussiana contínua a expressar relação mais estreita. Parte da dispersão deve estar associada a incertezas sistemáticas, ainda desconhecidas, e a presença do segundo parâmetro.

Tabela 4.8: Ajuste da relação  $L_{H\beta} - \sigma$  ponderada, para a amostra padrão e gaussiana.

Amostra	Regressão	Intersecção (a)	Inclinação (b)	rms
39 GHII	$L - \sigma$	( 36,85 $\pm$ 0,13 )	( 3,69 $\pm$ 0,09 )	0,332
30 GHII (Gaus.)	$L - \sigma$	( 34,67 $\pm$ 0,14 )	( 3,85 $\pm$ 0,10 )	0,306

No modelo para sistemas autogravitantes a relação  $L \propto \sigma^\xi$  satisfaz uma dependência de  $\xi = 4$ . Para a amostra padrão o coeficiente de inclinação (b) se aproxima do predito pela teoria com  $L \propto \sigma^{3,69}$ , mas o resultado mais significativo é refletido na subamostra de emissão gaussiana  $L \propto \sigma^{3,85}$ . Se o modelo de movimento virializado explicar a largura dos perfis de linha nas regiões nucleares brilhantes, as galáxias cuja gaussianidade é observada no perfil de linha de emissão, devem refletir maior proximidade com o modelo teórico. Essas galáxias teriam seu núcleo de emissão dominante sobre o poço de potencial do sistema. O plano  $L - \sigma$  para a amostra padrão é dado na figura 4.11.

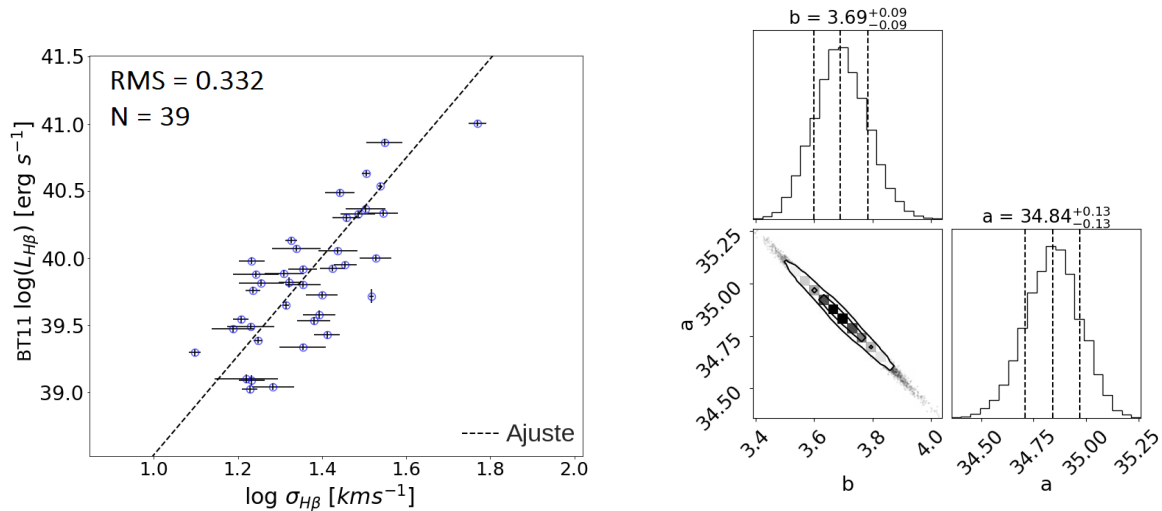


Figura 4.11: Relação  $L - \sigma$  para amostra padrão (39 GHII do NTT), ajustada com técnica de MCMC para minimização de  $\chi^2$ .

### 4.2.3 Plano fundamental $L-\sigma-R$

Nesta etapa do trabalho estudamos o plano fundamental  $L - \sigma - R$  para a amostra padrão. Restringimos a análise as nossas medidas de tamanho, apresentadas na tabela 4.5, por acreditarmos serem as melhores medidas de raios total e raios efetivo, para buscar uma indicação mais confiável da influência do parâmetro sobre  $L - \sigma$ .

Inicialmente investigamos a correlação entre todos os parâmetros de ajuste do nosso conjunto de dados ( $L_{H\beta}$ ,  $\sigma$  e raios) submetidos à escala logarítmica. Incluímos também a distância de luminosidade nessa análise. Na tabela 4.9 está a matriz triangular dos índices de correlação de Pearson. Primeiro chamamos a atenção que não existem índices negativos, não havendo assim relação de crescimento em função da redução dos valores entre os parâmetros. O coeficiente de correlação de  $L_{H\beta}$  e  $\sigma$  é forte ( $r = 0,77$ ) como esperado. Naturalmente todos os raios ( $r_{50,orig}$ ,  $R_{orig}$ ,  $r_{50,cont}$  e  $R_{cont}$ ) terão correlação muito forte entre si. Os raios apresentaram correlação moderada com  $L_{H\beta}$  ( $r = 0,49$  à  $0,53$ ), afinal ambos estão relacionados a distância. Também é esperado que exista alguma correlação entre o raio e  $\sigma$  devido a relação  $R \propto \sigma^2$ . O parâmetro de tamanho apresenta correlação fraca com  $\sigma$  ( $r = 0,29$  à  $0,35$ ), sendo  $r_{50,orig}$  o de menor valor. A princípio parte da correlação entre os raios e  $\sigma$ , poderia estar associada ao tamanho das regiões medidas, uma vez que, os raios maiores possuem maior grau de correlação com a dispersão de velocidade. Mesmo entre os raios efetivos  $r_{50}$  essa característica é observada. As medidas de  $r_{50,cont}$  são em média 14% maiores do que  $r_{50,orig}$  e estão mais correlacionadas com  $\sigma$ . O ponto que nos chamou a atenção foi a presença da correlação positiva moderada inesperada entre  $\sigma$  e  $D$  ( $r = 0,53$ ). Isso impõem sobre a relação  $L - \sigma$  implicações que serão discutidas na seção seguinte. Mas, é possível notar que a correção entre  $\sigma - D$  é inferior a  $L - \sigma$ . O mesmo não pode ser dito para relação  $R - \sigma$ . A correlação entre  $\sigma - D$  também contribui para o coeficiente fraco apontado entre  $\sigma$  e os raios.

Para a regressão múltipla o ideal é que a correlação seja fraca ou muito fraca ( $r < 0,2$ ). Inter-relações entre as variáveis independentes em uma regressão múltipla, introduz efeito de multicolinearidade<sup>1</sup>. Embora a correlação seja fraca, índices altos, como os obtidos nos raios à luz total  $R_{cont}$  ( $r = 0,35$ ) e  $R_{orig}$  ( $r = 0,34$ ), precisam ser interpretados com cuidado durante a calibragem das relações.  $r_{50,orig}$  e  $r_{50,cont}$  receberão uma atenção maior.

---

<sup>1</sup>Se as variáveis regressoras (ou um subgrupo delas) de uma equação  $Y(x_1, x_2, x_3)$  associam-se linearmente, sendo fortemente correlacionadas, é impossível estimar seus efeitos isolados. A variabilidade de  $Y$  terá maior parcela descrita pelo efeito da amostra conjunta. Nesse caso os erros padrão serão grandes e os coeficientes da regressão, imprecisos. Os efeitos começam a ser preocupantes na multicolinearidade moderada.

Tabela 4.9: Matriz de correlação 39 GHII.

	$\log L_{H\beta}$	$\log \sigma$	$\log r_{50,orig}$	$\log R_{orig}$	$\log r_{50,cont}$	$\log R_{cont}$	$\log D$
$\log L_{H\beta}$	1,00	0,77	0,49	0,49	0,51	0,53	0,60
$\log \sigma$		1,00	0,29	0,34	0,31	0,35	0,53
$\log r_{50,orig}$			1,00	0,98	0,96	0,95	0,54
$\log R_{orig}$				1,00	0,98	0,97	0,58
$\log r_{50,cont}$					1,00	0,99	0,58
$\log R_{cont}$						1,00	0,60
$\log D$							1,00

O raio efetivo atua para construir uma relação bi-variada de forma similar ao plano fundamental das galáxias elípticas. O diagrama entre a luminosidade observada e a luminosidade calculada, a partir da relação calibrada (veja figura 4.13), é a visão frontal do plano fundamental das GHII. Ele possui como projeção no sistema de eixos  $L - \sigma - R$  os planos  $L - \sigma$  e  $R - \sigma$ . Na tabela 4.10 são dados os índices de inclinação da projeção  $R - \sigma$  para nossos parâmetros de tamanho. A forma linear do plano no modelo é  $R \propto \sigma^2$ . Entre nossos resultados  $R_{orig} \propto \sigma^{1,60}$  foi o que mais se aproximou, seguido de  $R_{cont} \propto \sigma^{1,49}$ . Entretanto, não podemos afirmar ainda que os raios à luz total são os parâmetros indicados para calibrar a relação, visto que, o coeficiente de inclinação do plano  $r_{50,cont} \propto \sigma^{1,36}$  está no intervalo de variabilidade de  $R_{cont}$ . O que há em comum entre os 3 parâmetros de tamanho é a correlação com a dispersão de velocidade. O plano com inclinação mais discrepante relativo ao modelo teórico foi  $r_{50,orig} \propto \sigma^{1,27}$  e é também formado pelos raios menos correlacionados com  $\sigma$ .

Tabela 4.10: Coeficientes das relações  $R - \sigma$  para os parâmetros de tamanho  $r_{50,orig}$ ,  $R_{orig}$ ,  $r_{50,cont}$  e  $R_{cont}$ .

Regressão	Intersecção (a)	Inclinação (b)	rms
$R_{cont} - \sigma$	( 1,06 $\pm$ 0,08 )	( 1,49 $\pm$ 0,07 )	0,281
$r_{50,cont} - \sigma$	( 0,90 $\pm$ 0,08 )	( 1,36 $\pm$ 0,07 )	0,307
$R_{orig} - \sigma$	( 0,85 $\pm$ 0,09 )	( 1,60 $\pm$ 0,06 )	0,300
$r_{50,orig} - \sigma$	( 1,01 $\pm$ 0,08 )	( 1,27 $\pm$ 0,06 )	0,332

As relações mais próximas do modelo estão associadas aos raios com maior coeficiente de correlação e no que lhe concerne, são os raios mais extensos e consideram regiões de emissão maiores das galáxias. Mesmo assumindo um modelo virializado desconhecemos a natureza da relação. Não podemos afirmar se a correlação está diretamente associada a dinâmica global da GHII ou apenas, da região local dos nós de formação estelar. Na figura 4.12 estão os planos  $R - \sigma$  para o caso  $R_{orig} - \sigma$  e  $r_{50,orig} - \sigma$ .

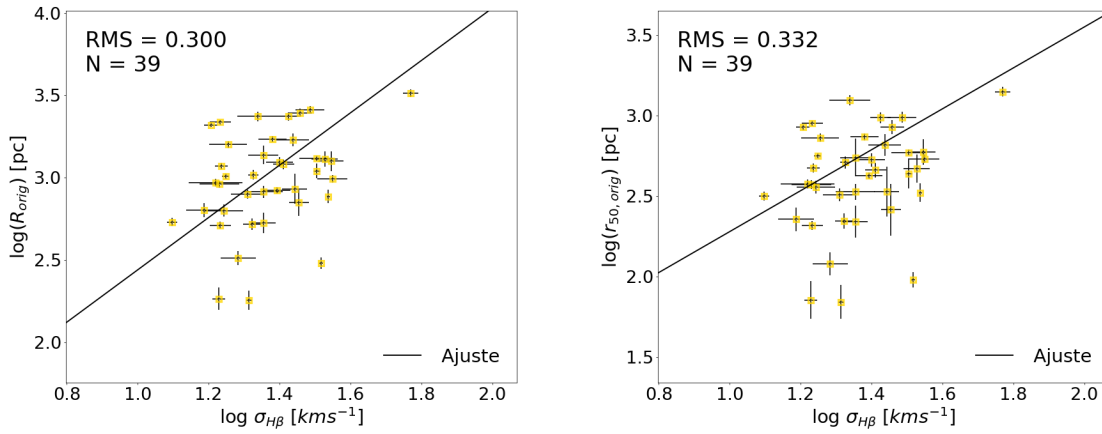


Figura 4.12: Relação  $R - \sigma$ . Projeções do plano fundamental nos eixos  $R$  e  $\sigma$ , para o caso cujo coef. de inclinação está mais próximo do modelo teórico  $R_{orig} - \sigma$  (esquerdo) e o discrepante,  $r_{50,orig} - \sigma$  (direito).

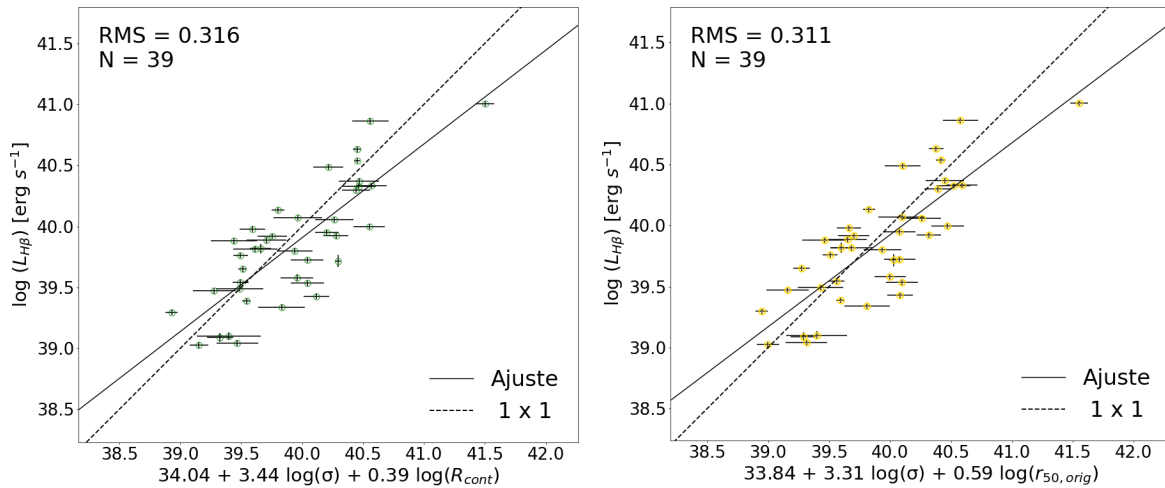


Figura 4.13: Plano fundamental  $L - \sigma - R$ . Diagrama entre a luminosidade observada e a calculada, a partir da relação calibrada (equação bivariada no eixo x). Diagrama a esquerda relativo ao raio  $R_{cont}$  e diagrama a direita, para  $r_{50,orig}$ .

Por fim, a investigação sobre a relação calibrada nos levou a 4 planos fundamentais  $L - \sigma - R$ . Partimos do mesmo procedimento analítico realizado para relação natural não aprimorada e dividimos os resultados em amostra padrão e amostra gaussiana (veja tabela 4.11). Na amostra padrão os raios à luz total construíram os planos mais alargados. Embora haja uma diferença entre o espalhamento das duas relações,  $L - \sigma - R_{cont}$  (rms = 0,316) e  $L - \sigma - R_{orig}$  (rms = 0,321), os coeficientes que as formam são similares  $L \propto R^{0,39} \sigma^{3,44}$ . Dessa maneira, podemos dizer que os dois planos são iguais. O mesmo se aplica no caso dos raios a meia luz. O valor de espalhamento das duas relações é o mesmo rms = 0,311 e a forma linear dos planos, carrega coeficientes igualmente similares

$L \propto r_{50,orig}^{0,59} \sigma^{3,31}$  e  $L \propto r_{50,cont}^{0,51} \sigma^{3,37}$ . Na figura 4.13 é apresentado 2 diagramas entre a luminosidade medida e a calculada a partir da relação calibrada com  $R$  e  $r_{50}$ . Os planos fundamentais produzidos com os raios a luz total e meia luz foram representados por  $R_{cont}$  (em verde) e  $r_{50,orig}$  (em amarelo), respectivamente. As relações calibradas com os raios efetivos  $r_{50}$  são um pouco mais estreitas em comparação às aprimoradas com  $R$ . Contudo, é notável que a diferença entre o rms é pequena. Mesmo referente a relação  $L - \sigma$ , os raios  $r_{50}$  não conseguem estreitar a relação mais do que 7%.

Na análise da subamostra gaussiana tratamos apenas dos raios a meia luz. Essa amostra demonstra as mesmas características observadas na amostra maior. Os planos gerados para cada raio  $r_{50}$  são aproximadamente os mesmos  $L \propto r_{50,orig}^{0,23} \sigma^{3,63}$  e  $L \propto r_{50,cont}^{0,25} \sigma^{3,61}$ , com largura rms = 0,286. Ela exibe uma relação bi-paramétrica mais estreita do que a amostra padrão como esperado, entretanto, na qualidade de calibragem da relação o raio nessa amostra reduzida entrega a mesma capacidade de aprimoramento de apenas 7%. Incertezas intrínsecas das medidas ocasionadas pelo método de estimativa dos raios ou efeitos de abertura sobre  $L_{H\beta}$  e  $\sigma$ , como descrito na seção 4.2.1, afetam os resultados. Todas as galáxias desse conjunto de dados são próximas, tornando o efeito de abertura generalizado. O efeito sobre  $L_{H\beta}$  e  $\sigma$  é reduzido para galáxias em alto  $z$ , contudo, o mesmo não pode ser dito aos raios. Medir tamanhos e interpretá-los é difícil. Em alto  $z$  múltiplas regiões de formação estelar próximas entre si, devido à baixa resolução espacial, podem ser interpretadas como uma região única. A ideia de utilizar apenas o raio do evento de starburst que domina a emissão da GHII é perdida nesse cenário. Além disso, o raio depende da distância e isso é um problema se a dispersão de velocidade apresenta correlação com ela.

O raio não indicou potencial para calibrar a relação  $L - \sigma$  com qualidade. O parâmetro de tamanho pode não ter capacidade de reduzir significativamente o espalhamento de  $L - \sigma$  ou as medidas de raio, obtidas pelo nosso método, não correspondem as regiões que são efetivamente descritas pelo modelo de equilíbrio Virial. Raios maiores parecem aproximar-se mais da relação  $R \propto \sigma^2$ , embora esses também não apresentem um plano fundamental  $L - \sigma - R$  mais estreito.

Tabela 4.11: Ajustes bi-paramétricos com os raios petrosianos  $r_{50}$  e  $R$ , para as imagens originais e de emissão do contínuo estelar  $H\beta$ .

<b>39 GHII - Amostra padrão</b>		
Parâmetros	Regressão bi-paramétrica	rms
$\log L_{H\beta} = a + b \times \log \sigma + c \times \log R$		
L- $\sigma$	$(34,85 \pm 0,13) + (3,69 \pm 0,09) \log \sigma$	0,332
L- $\sigma$ - $R_{cont}$	$(34,04 \pm 0,17) + (3,44 \pm 0,09) \log \sigma + (0,39 \pm 0,04) \log R_{cont}$	0,316
L- $\sigma$ - $r_{50,cont}$	$(33,95 \pm 0,18) + (3,37 \pm 0,10) \log \sigma + (0,51 \pm 0,05) \log r_{50,cont}$	0,312
L- $\sigma$ - $R_{orig}$	$(34,08 \pm 0,16) + (3,43 \pm 0,09) \log \sigma + (0,39 \pm 0,04) \log R_{orig}$	0,321
L- $\sigma$ - $r_{50,orig}$	$(33,84 \pm 0,19) + (3,31 \pm 0,10) \log \sigma + (0,59 \pm 0,05) \log r_{50,orig}$	0,311
<b>30 GHII - Perfil de linha Gaussiano</b>		
L- $\sigma$	$(34,67 \pm 0,14) + (3,85 \pm 0,10) \log \sigma$	0,306
L- $\sigma$ - $r_{50,cont}$	$(34,38 \pm 0,16) + (3,61 \pm 0,10) \log \sigma + (0,25 \pm 0,04) \log r_{50,cont}$	0,286
L- $\sigma$ - $r_{50,orig}$	$(34,40 \pm 0,16) + (3,63 \pm 0,11) \log \sigma + (0,23 \pm 0,04) \log r_{50,orig}$	0,288

#### 4.2.4 Análise sobre a possível correlação $\sigma - D$

Fizemos uma análise relativa a suspeita de que a diminuição no espalhamento do plano fundamental  $L - \sigma - R$ , estivesse associada a correlação moderada positiva entre  $\sigma - D$  e não ao raio. A correlação seria causada por um efeito de *Malmquist bias*. O Malmquist Bias é um viés observacional que leva a detecção preferencialmente de objetos que sejam intrinsecamente brilhantes, de modo a limitar por brilho fontes observadas a longas distâncias. Em reuniões com o grupo de pesquisa essa questão tornou-se de grande relevância devido as suas implicações sobre o estudo da relação  $L - \sigma$ .

A suspeita é que esse viés de seleção poderia estar não só afetando os dados da nossa amostra, mas também a hipótese. Nesse caso, levaria a uma falsa correlação entre o aumento da luminosidade intrínseca de uma fonte e outras quantidades físicas associadas a distância. Os diagramas  $\sigma - D$  e  $\sigma - L$  da figura 4.14 utilizam os dados relativos à amostra padrão, então as medidas de fluxo,  $\sigma$  e distância estão dentro de intervalos bem definidos.

- $1,1 \times 10^{-14} \text{ ergs}^{-1} \text{ cm}^{-2} < F_{H\alpha} < 1,0 \times 10^{-12} \text{ ergs}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ .
- $12 \text{ kms}^{-1} < \sigma < 60 \text{ kms}^{-1}$
- $10 \text{ Mpc} < D_L < 160 \text{ Mpc}$



A relação  $\sigma - D$  (figura 4.14.a) expressa uma aparente correlação moderada com espalhamento de  $rms = 0,113$  e coeficiente de Pearson  $r = 0,53$  (na tabela 4.9), ao passo que a correlação  $\sigma - L$  (figura 4.14.b) é mais estreita e apresenta dispersão cerca de 25% menor com  $rms = 0,085$ . Esse resultado nos mostra que o fluxo está correlacionado fortemente com a largura das linhas de emissão  $H\beta$  e também contribui para a redução na dispersão intrínseca da relação  $L - \sigma$ , não sendo, portanto, um efeito exclusivo da distância. Há também um valor maior no índice de correlação entre  $L_{H\beta}$  e  $\sigma$  ( $r = 0,77$ ) do que apenas com a distância. Também investigamos a relação  $\sigma - R$  (figura 4.14.c) em busca de compreender a contribuição que o raio angular petrosiano proporciona. Utilizamos o  $r_{50,orig}$  por ser o parâmetro que indicou maior calibração do plano fundamental. A relação  $\sigma - R$  possui uma dispersão com  $rms = 0,128$ , 12% maior do que  $\sigma - D$ . Ou seja, diferente do fluxo, a inclusão do raio observável não provocou redução no espalhamento. O estreitamento observado nos planos  $L - \sigma - R$  pode se dar em decorrência da inclusão da distância.

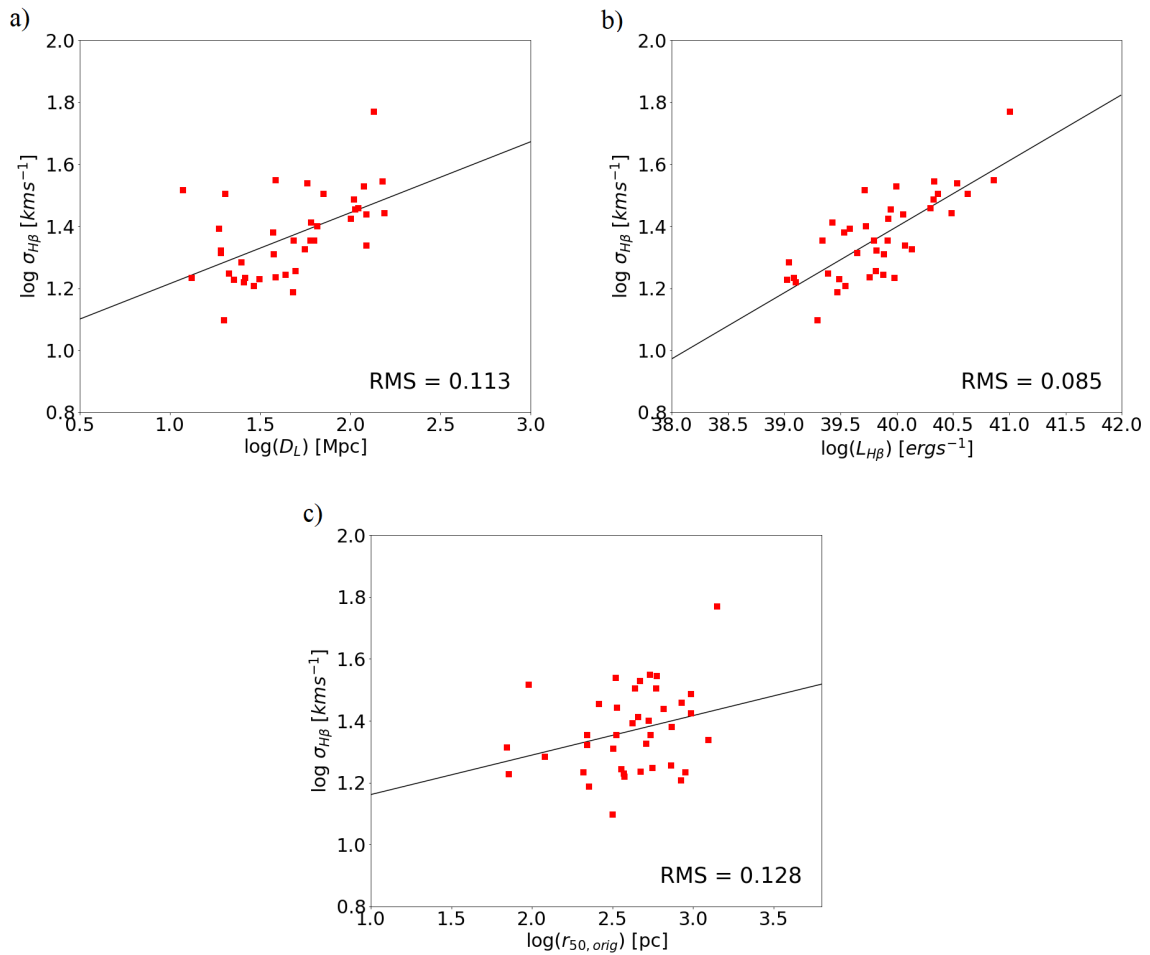


Figura 4.14: Relações  $\sigma - D$ ,  $\sigma - L$  e  $\sigma - R$ .

Objetivando um teste final sobre  $R - \sigma$ , produzimos 3 amostras com valores aleatórios de raios observados no mesmo intervalo de nossas medidas de tamanho petrosiano originais  $0,45'' < R_{50} < 7,0''$ . Formamos 3 distribuições normais cujo valor médio e desvio padrão, são dados pelos mesmos estatísticos da amostra original (figura 4.15.a)). Os raios foram utilizados para calcular novos raios físicos. A partir dos diagramas das 3 amostras (figura 4.15.b, c e d), constatamos que independente dos valores de raio angular o espalhamento da relação ficou na mesma ordem de 0,128. Esses resultados nos indicam que o raio não tem influência sobre a relação  $L - \sigma$  e que qualquer aprimoramento dela, resulta da distância e não do parâmetro de tamanho. Em outras palavras, o espalhamento da nossa relação R-sigma é totalmente dominado pela correlação entre distância e sigma. Nossas medidas de raio nada contribuíram. Isso pode ser por uma inexistência física de correlação com o raio, ou que nossas incertezas de medidas, metodologia de estimativas de tamanho, ou mesmo qualidade de imagens, não permitem qualquer afirmação sobre a possível relevância deste parâmetro físico na relação  $L - \sigma$ .

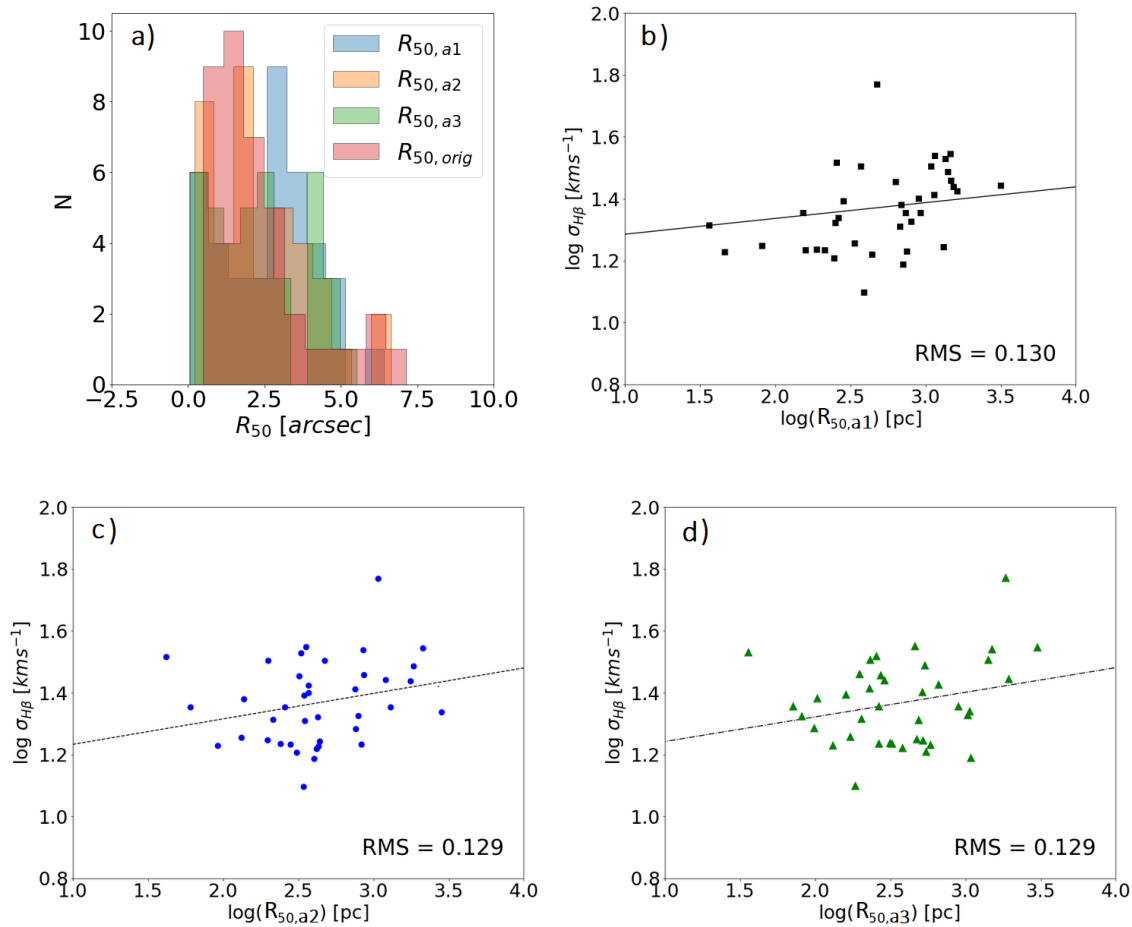


Figura 4.15: Correlações  $\sigma - R$  com raios físicos derivados de medidas geradas de raios observados. a) Distribuição das amostras geradas de raios observados ( $R_{50,a1}$ ,  $R_{50,a2}$ ,  $R_{50,a3}$ ) e raios originais medidas. b), c) e d) diagrama  $\sigma - R$  das amostras geradas.

Na figura 4.16 analisamos a relação  $\sigma - L$  com base nas distâncias das galáxias. No gradiente de cor as fontes distantes aparecem mais avermelhadas, enquanto as próximas são azuis. Podemos notar que dentro da nossa amostra limitada por fluxo, existe uma tendência crescente entre a distância, o brilho da galáxia e a dispersão de velocidade, mas ela não se aplica a todas as fontes. Há uma concentração de GHII de baixa luminosidade e dispersão de velocidade em regiões mais próximas, assim como também existem fontes próximas de altíssimo brilho e largura de linha. As galáxias mais distantes da amostra ( $D_L \approx 160 \text{ Mpc}$ ) estão distribuídas no diagrama ao lado de galáxias próximas. Não há na literatura GHII distantes muito luminosas e com linha de emissão  $H\beta$  estreita, ou fontes próximas e escuras com linhas de emissão largas. Essa característica não poder ser explicada se não houver uma relação entre  $L - \sigma$ . Desta forma, apesar da existência de uma correlação entre sigma e distância, a relação L-sigma é real.

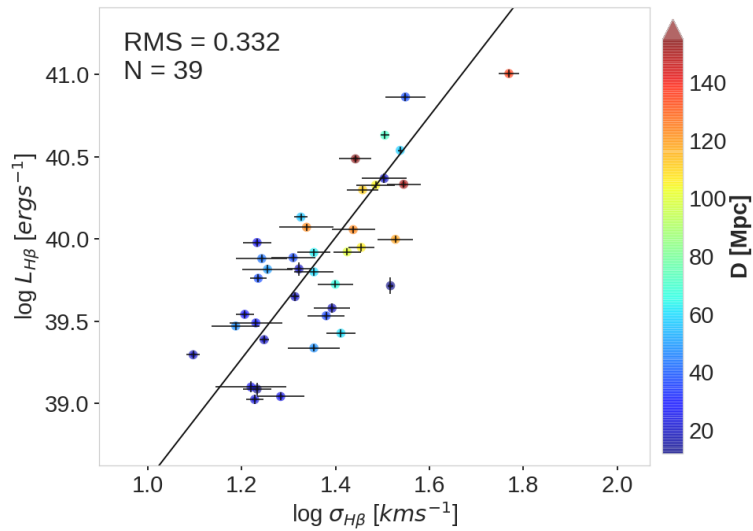


Figura 4.16: Relação  $L - \sigma$  graduada por distância.

### 4.3 Ato II - Refino com parâmetros de evolução

A relação  $L - \sigma$  é uma ferramenta interessante para calcular distâncias extragaláctica, mas encontrar um parâmetro capaz de refinar e torná-la mais precisa em sua função é um desafio. Como tentativa, podemos buscar propriedades físicas que caracterizam essa classe de galáxias para explicar a correlação observada. Nessa seção investigaremos a sensibilidade da relação  $L - \sigma$  frente a outros parâmetros de calibração, associados a evolução das regiões de formação estelar. Diferente da hipótese do movimento virializado, aqui a natureza da relação está ligada aos eventos de starburst. Em um dos cenários ela é afetada pela evolução de longo prazo das regiões de formação estelar, através do enriquecimento químico provocado pelo envelhecimento das estrelas (Melnick et al., 1988). O candidato a segundo parâmetro nessa hipótese é a abundância química (O/H). Outro cenário possível é a natureza intrínseca da relação responder a efeitos de curto prazo dos superaglomerados e considerar, a história de evolução atual das populações jovens de estrelas. Visto que os fluxos ionizantes dos núcleos de formação estelar jovem dependem fortemente da idade, o indicador de idades dos starburst, a largura equivalente  $W_{H\beta}$ , representa o segundo parâmetro nessa hipótese.

Combinamos 3 amostras (CH14, BT11 e FE16), sendo duas compiladas da literatura e uma nova, para formar uma amostra robusta com 207 GHII (veja seção 3.1). A tabela 4.13 apresenta todas as informações necessárias para calcular as luminosidades. Os valores das luminosidades da coluna (6) são finais, com os fluxos (coluna 4) corrigidos pelo efeito de extinção por poeira (coluna 5). A coluna (7) indica a qual amostra pertence os dados. A tabela 4.14 de forma análoga a de luminosidades, reúne os parâmetros  $\sigma$ ,  $W_{H\beta}$  e  $12+\log(\text{O}/\text{H})$ , identificado-os pela fonte da amostra (coluna 6). A dispersão de velocidade da coluna (3) é a dispersão observada corrigida pelo alargamento provocado por outras componentes distintas (mostrado na seção 3.2.2). Como ocorrido na seção anterior, não tínhamos  $\sigma_{H\beta}$  para todas as galáxias e nesse caso utilizamos  $\sigma_{H\alpha}$ . As galáxias com a dispersão de velocidade substituídas foram UM 137, CTS 1029, CTS 1034, Tol 1939-419 e Tol 2041-394. Isso não afetará nossa análise, uma vez que, essas dispersões de velocidade foram medidas da mesma nuvem de emissão e possuem valores fisicamente idênticos. Os valores de largura equivalente (coluna 4) e abundância de oxigênio (coluna 5) da galáxia Tol 2041-394, foram extraídos de Stasińska and Leitherer (1996).

Mostramos que as GHII com perfil de linha gaussiana são responsáveis por relações mais estreitas, mas diferente da amostra padrão na seção anterior, na amostra atual não conhecemos o perfil da linha de emissão de todas as galáxias. As galáxias de BT11 são majoritariamente gaussianas com apenas 10 GHII assimétricas, indicadas pelo índice "a" sobre a sigla (tabelas 4.13 e 4.14). Para as demais subamostras que compõem o conjunto de dados não é possível afirmar quais são gaussianas ou assimétricas. Assumimos os resultados literários que motivaram selecionar CH14 como galáxias com  $\log \sigma < 1,8$

para diminuir a probabilidade de multiplicidade (ver seção 3.1), sendo o indicativo de que há uma parcela maior das dispersões de velocidade derivada de linhas com perfil gaussiano.

Embora a amostra global tenha um valor representativo de 207 espécimes, em nossa análise trabalhamos com 185 GHII. Na amostra global, 22 galáxias não dispunham de todas as propriedades necessárias para o estudo. A estatística dessa amostra é reunida na tabela 4.12. Os quartis foram aplicados ao método Tukey para a construção dos boxplots da figura 4.17. Identificamos cerca de 12 galáxias com valores discrepantes de largura equivalente e abundância química. Não significa serem dados ruins afinal  $W_{H\beta}$  e  $12+\log(O/H)$  podem apresentar qualquer valor que concorde com os critérios de seleção da amostra (veja seção 3.1), mas auxiliaram na análise preliminar para identificar se são espécimes com propriedades raras ou possíveis outliers. Os estatísticos média e desvio padrão serão utilizados posteriormente na padronização dos dados para aplicar a análise de componentes principais (PCA).

Tabela 4.12: Matriz de estatística da amostra 185 GHII.

	$\log(L_{H\beta})$	$\log(\sigma)$	$12+\log(O/H)$	$\log(W_{H\beta})$
média	40,52	1,49	8,09	1,87
desvio padrão	0,75	0,17	0,23	0,36
min	38,68	1,08	7,54	0,60
25%	39,95	1,37	7,96	1,76
mediana	40,54	1,50	8,07	1,91
75%	41,15	1,63	8,19	2,09
max	41,85	1,87	9,36	2,73

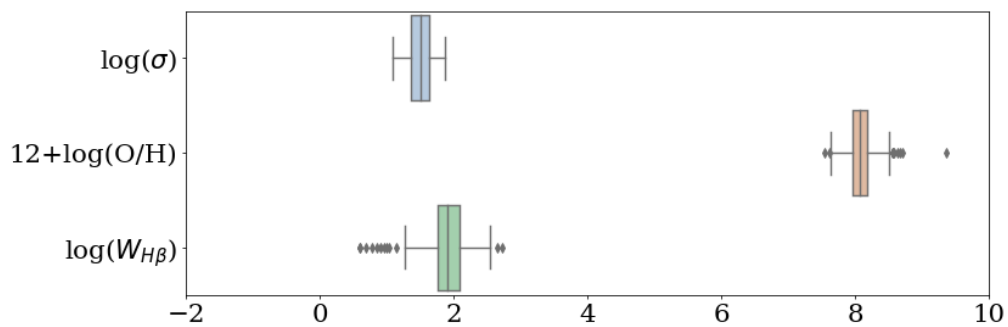


Figura 4.17: Boxplot das três variáveis regressoras. Método de Tukey para identificar possíveis outliers.

As propriedades do conjunto de dados são representadas nos histogramas da figura 4.18, segundo a disponibilidade dos parâmetros. As dispersões de velocidade variam de  $1,1 < \log \sigma < 2,0$ , sendo as galáxias J152141.42+075921.7 e J102718.30+165224.0 responsáveis por velocidades tão altas. Elas saem da análise principal por não disporem de abundância química e mantém os dados no limite máximo de  $\log \sigma \approx 1,8$ . A distribuição de luminosidades tem mediana  $\log L_{H\beta} = 40,54$  em um intervalo de  $38,5 - 42,0$ . Existem

muitas fontes brilhantes com  $\log L_{H\beta} > 41,0$ . A abundância de oxigênio é dada para 185 GHII e a distribuição tem mediana 8,07, onde se concentra a maior parcela da população de GHII. Essas galáxias são caracterizadas pela abundância de oxigênio subsolar, o que significa  $12 + \log(O/H) < 8,69$ , mas é possível observar uma galáxia acima desse limite. Trata-se de Mrk 1201 e ela também aparece isolada no boxplot da figura 4.17, portanto, é mais um indicativo de ser um outlier. Sem esse objeto o intervalo de abundância de oxigênio fica entre 7,5 – 8,5.

É fato que uma amostra grande como essa, composta por objetos de diferentes origens, carrega possíveis medidas atípicas. Os outliers podem surgir não só pela má qualidade dos dados, mas por serem obtidos em regiões diferentes das galáxias. Os métodos e equipamentos distintos em cada trabalho, também podem criar divergência entre os dados. O peso das medidas destoantes será tema de investigação na seção seguinte.

Na amostra global, 195 GHII possuem largura equivalente e formam uma distribuição extremada no intervalo de 5 – 535Å ( $\log W_{H\beta} \approx 0,69$  e  $\log W_{H\beta} \approx 2,73$ ). As medidas se concentram nas regiões de alta  $W_{H\beta}$ , acima de 30Å, onde as galáxias com perfil de linha gaussiana costumam se estabelecer. Valores altos de  $W_{H\beta}$  funcionam como um critério de seleção para garantir uma amostra composta por sistemas com um único núcleo de formação estelar dominante. O número de fontes que foram possivelmente contaminadas pelo contínuo estelar de uma população velha adjacente, também é minimizado. A mediana na amostra de 195 GHII não difere da amostra com 185 GHII e está em próximo de 80Å ( $\log W_{H\beta} \approx 1,91$ ).

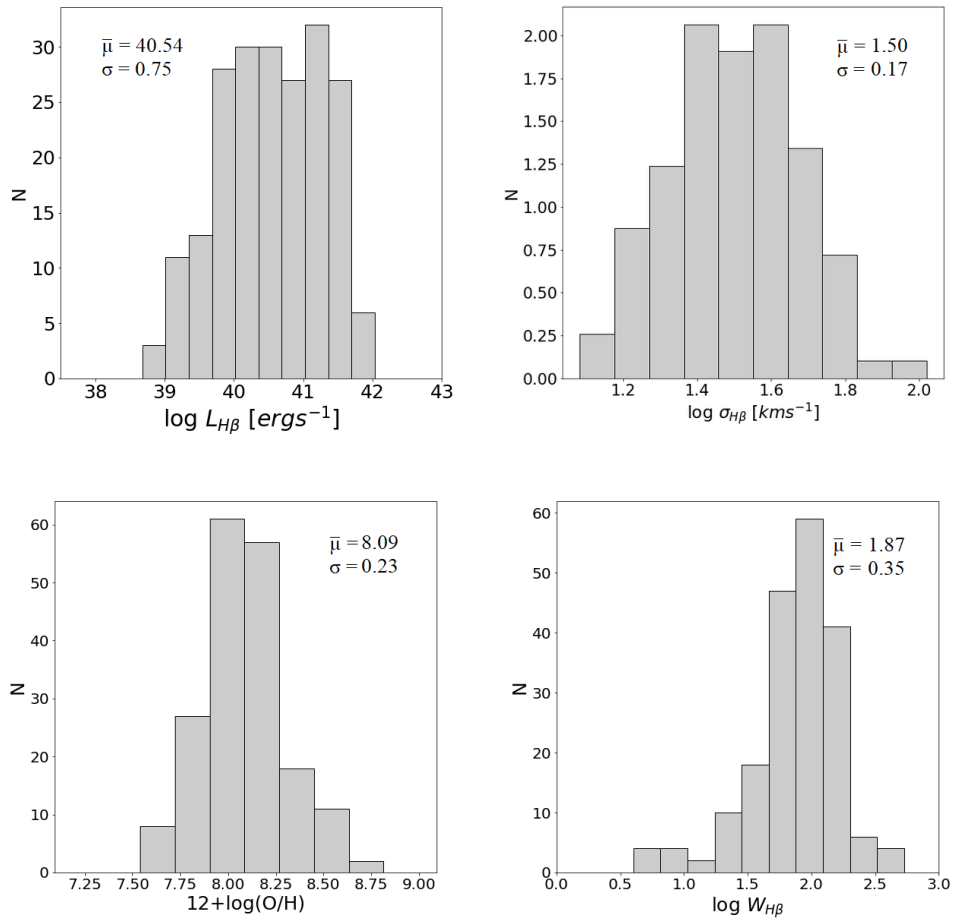


Figura 4.18: Distribuição de propriedades do conjunto de dados. A amostra global contempla 207 GHII com  $L_{H\beta}$  e  $\sigma$ ; 185 GHII com  $12 + \log(O/H)$  e 195 exemplares com  $W_{H\beta}$ .

Tabela 4.13: Luminosidade e fluxo para a amostra de 207 GHII. Col (2) redshift corrigido CMB; (3) distância cmb; (4) fluxo  $H\beta$ ; (5) coef. de extinção  $H\beta$ ; (6) luminosidade  $H\beta$  corrigida pela extinção e (7) origem.

Galáxia	$z_{cmb}^b$	$D_{cmb}$ (Mpc)	$F_{H\beta}$ ( $10^{-15} \text{ ergs}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$C_{H\beta}$	$\log(L_{H\beta})$ ( $\text{ergs}^{-1}$ )	Amostra
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
UM 238	0,01310	55,31 ± 1,42	6,97 ± 0,00	0,230	39,56 ± 0,02	BT11
UM 306	0,01542	65,10 ± 1,67	10,80 ± 0,00	0,080	39,79 ± 0,02	BT11
UM 323	0,00546	23,05 ± 0,72	9,06 ± 0,00	0,850	39,33 ± 0,03	BT11
Tol 0127-397	0,01666	70,36 ± 1,89	14,29 ± 0,00	0,510	40,27 ± 0,02	BT11
UM 137	0,00494	20,86 ± 0,68	5,23 ± 0,00	0,370	38,68 ± 0,03	BT11
UM 151	0,01514	63,94 ± 1,67	9,06 ± 0,00	0,410	39,92 ± 0,02	BT11
UM 382	0,01114	47,04 ± 1,27	6,62 ± 0,00	0,180	39,36 ± 0,02	BT11
UM 395	0,02145	90,56 ± 2,32	5,57 ± 0,00	0,490	40,06 ± 0,02	BT11
UM 396	0,01989	83,97 ± 2,15	12,89 ± 0,00	0,000	40,04 ± 0,02	BT11
UM 408	0,01065	44,98 ± 1,23	6,97 ± 0,00	0,060	39,27 ± 0,02	BT11
UM 417	0,00788	33,28 ± 0,98	2,02 ± 0,00	0,450	38,73 ± 0,03	BT11
CTS 1003	0,01633	68,95 ± 1,88	7,67 ± 0,00	0,240	39,80 ± 0,02	BT11
CTS 1006	0,02072	87,47 ± 2,33	48,78 ± 0,00	0,150	40,75 ± 0,02	BT11
CTS 1007	0,04126	174,21 ± 4,42	14,98 ± 0,00	0,010	40,74 ± 0,02	BT11
CTS 1008	0,06105	257,77 ± 6,49	19,86 ± 0,00	0,240	41,36 ± 0,02	BT11
Tol 0505-387	0,02904	122,63 ± 3,17	3,83 ± 0,00	0,350	40,07 ± 0,02	BT11
Tol 0510-400	0,04142	174,88 ± 4,44	11,50 ± 0,00	0,190	40,75 ± 0,02	BT11
Tol 0528-383	0,01180	49,82 ± 1,47	12,89 ± 0,00	0,350	39,82 ± 0,03	BT11
Tol 0559-393	0,04508	190,33 ± 4,82	15,68 ± 0,00	0,350	41,07 ± 0,02	BT11
Tol 0610-387	0,00609	25,73 ± 1,00	3,83 ± 0,00	0,930	39,10 ± 0,03	BT11
Tol 0614-375	0,03193	134,83 ± 3,45	24,04 ± 0,00	1,250	41,55 ± 0,02	BT11
Tol 0633-415	0,01683	71,05 ± 1,93	38,33 ± 0,00	0,400	40,63 ± 0,02	BT11
Tol 0645-376	0,02627	110,93 ± 2,87	10,10 ± 0,00	0,190	40,30 ± 0,02	BT11
MRK 1201	0,01908	80,57 ± 2,08	13,59 ± 0,00	0,520	40,37 ± 0,02	BT11
Cam 0840+1201	0,03030	127,96 ± 3,23	38,33 ± 0,00	0,030	40,90 ± 0,02	BT11
Cam 0840+1044	0,01137	48,02 ± 1,27	7,32 ± 0,00	0,250	39,47 ± 0,02	BT11
Tol 1008-286	0,01495	63,12 ± 1,63	17,77 ± 0,00	1,050	40,63 ± 0,02	BT11
CTS 1011	0,01323	55,88 ± 1,44	21,60 ± 0,00	0,340	40,13 ± 0,02	BT11
CTS 1012	0,01206	50,92 ± 1,32	21,95 ± 0,00	0,010	39,84 ± 0,02	BT11
Tol 1025-285	0,03186	134,52 ± 3,38	13,94 ± 0,00	0,790	41,01 ± 0,02	BT11
CTS 1017	0,03660	154,53 ± 3,88	7,67 ± 0,00	0,220	40,49 ± 0,02	BT11
CTS 1018	0,04041	170,61 ± 4,28	6,27 ± 0,00	0,160	40,45 ± 0,02	BT11
CTS 1019	0,06769	285,82 ± 7,15	14,63 ± 0,00	0,220	41,30 ± 0,02	BT11
CTS 1020	0,01367	57,74 ± 1,47	52,26 ± 0,00	0,330	40,54 ± 0,02	BT11
CTS 1022	0,01489	62,88 ± 1,60	9,06 ± 0,00	0,430	39,92 ± 0,02	BT11
MRK 1271	0,00455	19,22 ± 0,55	101,05 ± 0,00	0,000	39,65 ± 0,02	BT11
MRK 36	0,00312	13,17 ± 0,57	52,26 ± 0,00	0,080	39,09 ± 0,04	BT11
UM 439	0,00504	21,28 ± 0,59	41,81 ± 0,00	0,050	39,39 ± 0,02	BT11
Tol 1147-283	0,00740	31,23 ± 0,85	19,51 ± 0,00	0,200	39,49 ± 0,02	BT11
UM 456	0,00693	29,27 ± 0,78	31,01 ± 0,00	0,060	39,54 ± 0,02	BT11
UM 461	0,00474	19,99 ± 0,56	38,33 ± 0,00	0,050	39,30 ± 0,02	BT11
UM 463	0,00589	24,87 ± 0,67	11,50 ± 0,00	0,170	39,04 ± 0,02	BT11
CTS 1026	0,00690	29,15 ± 0,79	348,43 ± 0,00	0,330	40,77 ± 0,02	BT11
MRK 1318	0,00620	26,19 ± 0,73	76,66 ± 0,00	0,270	39,98 ± 0,02	BT11
Tol 1223-359	0,01033	43,61 ± 1,16	26,13 ± 0,00	0,160	39,88 ± 0,02	BT11
[SC98] 13016-2236	0,01147	48,42 ± 1,26	6,27 ± 0,00	0,140	39,34 ± 0,02	BT11
CTS 1029	0,03738	157,85 ± 3,96	6,62 ± 0,00	0,290	40,49 ± 0,02	BT11
UM 559	0,00534	22,55 ± 0,70	17,42 ± 0,00	0,000	39,03 ± 0,03	BT11
[SC98] 13191-2212	0,02479	104,65 ± 2,64	7,32 ± 0,00	0,520	40,33 ± 0,02	BT11
UM 570	0,02352	99,33 ± 2,52	10,80 ± 0,00	0,000	40,11 ± 0,02	BT11

*Continua.*



Continuação tabela 4.13

Galáxia	$z_{cmb}^b$	$D_{cmb}$ (Mpc)	$F_{H\beta}$ ( $10^{-15} \text{ ergs}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$C_{H\beta}$	$\log(L_{H\beta})$ ( $\text{ergs}^{-1}$ )	Amostra
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
POX 186	0,00518	21,89 ± 0,67	25,09 ± 0,00	0,010	39,16 ± 0,03	BT11
Tol 1345-420	0,00888	37,48 ± 1,05	30,31 ± 0,00	0,270	39,89 ± 0,02	BT11
Tol 1400-397	0,03180	134,26 ± 3,39	8,01 ± 0,00	0,200	40,37 ± 0,02	BT11
UM 649	0,02697	113,88 ± 2,89	4,18 ± 0,00	0,000	39,81 ± 0,02	BT11
CTS 1034	0,02373	100,21 ± 2,54	4,53 ± 0,00	0,280	39,92 ± 0,02	BT11
II ZW 70	0,00455	19,21 ± 0,88	94,08 ± 0,00	0,300	39,82 ± 0,04	BT11
CTS 1035	0,02917	123,16 ± 3,12	5,23 ± 0,00	0,120	40,06 ± 0,02	BT11
Cam 1543+0907	0,03808	160,80 ± 4,07	20,56 ± 0,00	0,050	40,84 ± 0,02	BT11
Tol 1939-419	0,02482	104,80 ± 2,68	4,53 ± 0,00	0,000	39,77 ± 0,02	BT11
Tol 1937-423	0,00887	37,46 ± 1,09	6,97 ± 0,00	0,700	39,53 ± 0,03	BT11
Tol 2010-382	0,01966	83,03 ± 2,14	28,57 ± 0,00	0,760	40,88 ± 0,02	BT11
Tol 2041-394	0,02509	105,95 ± 2,70	6,62 ± 0,00	0,000	39,95 ± 0,02	BT11
Tol 2122-408	0,01406	59,39 ± 1,58	9,06 ± 0,00	0,410	39,86 ± 0,02	BT11
Tol 2138-397	0,01492	63,00 ± 1,66	6,27 ± 0,00	0,120	39,55 ± 0,02	BT11
UM 191	0,02307	97,42 ± 2,45	12,54 ± 0,00	0,430	40,44 ± 0,02	BT11
CTS 1013	0,02806	118,49 ± 2,98	5,92 ± 0,00	0,000	40,00 ± 0,02	BT11 <sup>a</sup>
CTS 1016	0,03567	150,61 ± 3,78	5,92 ± 0,00	0,190	40,33 ± 0,02	BT11 <sup>a</sup>
II Zw 40	0,00280	11,84 ± 0,69	121,95 ± 0,00	0,610	39,71 ± 0,05	BT11 <sup>a</sup>
[SC98] 13228-2547	0,01553	65,56 ± 1,68	6,62 ± 0,00	0,290	39,73 ± 0,02	BT11 <sup>a</sup>
Tol 0957-278	0,00444	18,75 ± 0,63	69,69 ± 0,00	0,170	39,58 ± 0,03	BT11 <sup>a</sup>
Tol 1004-296	0,00480	20,25 ± 0,66	257,84 ± 0,00	0,400	40,37 ± 0,03	BT11 <sup>a</sup>
Tol 1924-416	0,00911	38,45 ± 1,11	348,43 ± 0,00	0,110	40,86 ± 0,03	BT11 <sup>a</sup>
Tol 2019-405	0,01435	60,61 ± 1,61	5,23 ± 0,00	0,100	39,43 ± 0,02	BT11 <sup>a</sup>
UM 455	0,01427	60,26 ± 1,53	6,97 ± 0,00	0,480	39,80 ± 0,02	BT11 <sup>a</sup>
UM 483	0,00911	38,45 ± 1,01	16,38 ± 0,00	0,450	39,76 ± 0,02	BT11 <sup>a</sup>
J001647-104742	0,02212	93,40 ± 2,36	23,61 ± 2,89	0,140	40,53 ± 0,04	CH14
J002339-094848	0,05192	219,24 ± 5,49	15,51 ± 1,90	0,100	41,05 ± 0,05	CH14
J002425+140410	0,01307	55,19 ± 1,39	40,81 ± 4,13	0,040	40,21 ± 0,05	CH14
J003218+150014	0,01681	70,96 ± 1,79	45,60 ± 9,62	0,000	40,44 ± 0,09	CH14
J005147+000940	0,03647	153,97 ± 3,86	11,66 ± 1,43	0,000	40,52 ± 0,06	CH14
J005602-101009	0,05711	241,14 ± 6,04	6,66 ± 0,82	0,060	40,73 ± 0,05	CH14
J013258-085337	0,09424	397,93 ± 9,96	7,35 ± 0,91	0,000	41,14 ± 0,06	CH14
J013344+005711	0,01824	77,00 ± 1,96	8,38 ± 1,03	0,020	39,79 ± 0,06	CH14
J014137-091435	0,01713	72,33 ± 1,87	11,67 ± 1,17	0,080	39,94 ± 0,04	CH14
J014707+135629	0,05574	235,38 ± 5,90	15,62 ± 1,91	0,050	41,07 ± 0,05	CH14
J021852-091218	0,01190	50,26 ± 1,37	9,00 ± 1,10	0,080	39,51 ± 0,05	CH14
J022037-092907	0,11236	474,44 ± 11,87	15,76 ± 1,96	0,040	41,67 ± 0,05	CH14
J024052-082827	0,08166	344,79 ± 8,64	19,12 ± 2,34	0,040	41,47 ± 0,05	CH14
J024453-082137	0,07688	324,64 ± 8,14	10,80 ± 1,34	0,030	41,16 ± 0,05	CH14
J025426-004122	0,01410	59,53 ± 1,58	19,98 ± 2,45	0,020	39,95 ± 0,06	CH14
J030321-075923	0,16418	693,25 ± 17,34	8,44 ± 0,83	0,000	41,69 ± 0,05	CH14
J031023-083432	0,05093	215,04 ± 5,41	7,39 ± 0,71	0,020	40,63 ± 0,05	CH14
J033526-003811	0,02267	95,72 ± 2,46	10,52 ± 1,29	0,050	40,11 ± 0,05	CH14
J040937-051805	0,07446	314,42 ± 7,89	7,69 ± 0,74	0,050	41,01 ± 0,04	CH14
J051519-391741	0,05002	211,20 ± 5,34	17,38 ± 0,52	0,070	41,04 ± 0,02	CH14
J074806+193146	0,06352	268,20 ± 6,72	10,85 ± 0,49	0,090	41,06 ± 0,03	CH14
J074947+154013	0,07490	316,26 ± 7,92	6,06 ± 0,74	0,050	40,91 ± 0,05	CH14
J080000+274642	0,03991	168,50 ± 4,24	12,56 ± 1,54	0,060	40,69 ± 0,05	CH14
J080619+194927	0,07056	297,92 ± 7,46	40,48 ± 4,94	0,050	41,68 ± 0,05	CH14
J081334+313252	0,02020	85,28 ± 2,18	34,94 ± 7,61	0,030	40,51 ± 0,09	CH14
J081403+235328	0,02062	87,07 ± 2,22	11,57 ± 1,43	0,040	40,06 ± 0,05	CH14
J081420+575008	0,05559	234,72 ± 5,90	10,88 ± 1,33	0,030	40,89 ± 0,05	CH14
J081737+520236	0,02399	101,29 ± 2,59	29,25 ± 8,28	0,070	40,63 ± 0,11	CH14
J082520+082723	0,08774	370,46 ± 9,27	4,31 ± 0,53	0,060	40,91 ± 0,05	CH14
J082530+504804	0,09732	410,94 ± 10,29	12,80 ± 1,57	0,040	41,45 ± 0,05	CH14
J082722+202612	0,10941	461,99 ± 11,56	12,84 ± 1,57	0,090	41,61 ± 0,05	CH14
J083946+140033	0,11249	474,99 ± 11,88	8,33 ± 1,02	0,050	41,40 ± 0,05	CH14
J084000+180531	0,07306	308,50 ± 7,72	12,24 ± 1,50	0,040	41,18 ± 0,05	CH14
J084029+470710	0,04272	180,38 ± 4,54	35,69 ± 4,35	0,070	41,21 ± 0,05	CH14
J084219+300703	0,08483	358,18 ± 8,96	12,88 ± 1,57	0,070	41,37 ± 0,05	CH14
J084220+115000	0,03038	128,29 ± 3,23	31,24 ± 3,40	0,100	40,89 ± 0,04	CH14
J084414+022621	0,09213	389,03 ± 9,73	20,50 ± 2,01	0,110	41,68 ± 0,04	CH14
J084527+530852	0,03155	133,22 ± 3,38	21,32 ± 2,64	0,060	40,72 ± 0,05	CH14
J084634+362620	0,01133	47,82 ± 1,28	46,15 ± 5,20	0,080	40,18 ± 0,05	CH14

Continua.

Continuação tabela 4.13

Galáxia	$z_{cmb}^b$	$D_{cmb}$ (Mpc)	$F_{H\beta}$ ( $10^{-15} \text{ ergs}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$C_{H\beta}$	$\log(L_{H\beta})$ ( $\text{ergs}^{-1}$ )	Amostra
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
J085221+121651	0,07691	324,76 ± 8,13	44,06 ± 5,38	0,050	41,80 ± 0,05	CH14
J090418+260106	0,09926	419,12 ± 10,49	14,65 ± 1,50	0,080	41,57 ± 0,04	CH14
J090506+223833	0,12646	533,95 ± 13,35	9,95 ± 1,23	0,020	41,55 ± 0,06	CH14
J090531+033530	0,04017	169,63 ± 4,25	16,59 ± 2,05	0,000	40,76 ± 0,06	CH14
J091434+470207	0,02793	117,93 ± 3,00	51,06 ± 3,85	0,030	40,96 ± 0,04	CH14
J091640+182807	0,02274	96,03 ± 2,42	14,50 ± 1,77	0,050	40,25 ± 0,05	CH14
J091652+003113	0,05807	245,18 ± 6,14	7,93 ± 0,97	0,050	40,81 ± 0,05	CH14
J092749+084037	0,10813	456,56 ± 11,42	9,33 ± 1,14	0,090	41,46 ± 0,05	CH14
J092918+002813	0,09498	401,03 ± 10,03	9,16 ± 1,14	0,030	41,28 ± 0,05	CH14
J093006+602653	0,01406	59,35 ± 1,61	45,91 ± 5,17	0,020	40,31 ± 0,05	CH14
J093424+222522	0,08540	360,58 ± 9,02	12,88 ± 1,30	0,050	41,35 ± 0,04	CH14
J093813+542825	0,10265	433,44 ± 10,85	28,81 ± 3,52	0,040	41,85 ± 0,05	CH14
J094000+203122	0,04581	193,41 ± 4,85	9,85 ± 1,22	0,000	40,64 ± 0,06	CH14
J094252+354725	0,01568	66,22 ± 1,72	26,62 ± 2,86	0,020	40,17 ± 0,05	CH14
J094254+340411	0,02335	98,58 ± 2,50	7,89 ± 0,97	0,000	39,96 ± 0,06	CH14
J094809+425713	0,01787	75,44 ± 1,96	21,44 ± 2,26	0,030	40,19 ± 0,05	CH14
J095000+300341	0,01822	76,93 ± 1,96	19,44 ± 2,38	0,040	40,18 ± 0,05	CH14
J095023+004229	0,09887	417,47 ± 10,44	13,48 ± 1,65	0,060	41,51 ± 0,05	CH14
J095226+021759	0,12033	508,08 ± 12,70	13,40 ± 1,36	0,070	41,69 ± 0,04	CH14
J095227+322809	0,01582	66,81 ± 1,72	22,52 ± 2,78	0,030	40,11 ± 0,05	CH14
J095545+413429	0,01643	69,37 ± 1,80	26,32 ± 2,83	0,090	40,27 ± 0,04	CH14
J100720+193349	0,03247	137,11 ± 3,44	5,00 ± 0,62	0,030	40,08 ± 0,05	CH14
J100746+025228	0,02482	104,81 ± 2,63	23,85 ± 2,93	0,070	40,57 ± 0,05	CH14
J101042+125516	0,06248	263,82 ± 6,60	44,87 ± 5,59	0,020	41,59 ± 0,06	CH14
J101136+263027	0,05565	235,00 ± 5,89	12,15 ± 1,49	0,070	40,97 ± 0,05	CH14
J101157+130822	0,14490	611,83 ± 15,30	11,32 ± 1,14	0,010	41,72 ± 0,05	CH14
J101430+004755	0,14810	625,33 ± 15,63	9,26 ± 0,91	0,050	41,69 ± 0,04	CH14
J101458+193219	0,01370	57,85 ± 1,48	7,22 ± 0,70	0,040	39,50 ± 0,04	CH14
J102429+052451	0,03447	145,56 ± 3,64	52,47 ± 6,43	0,030	41,15 ± 0,05	CH14
J102732-284201	0,03313	139,89 ± 3,51	15,85 ± 0,32	0,120	40,69 ± 0,02	CH14
J103328+070801	0,04568	192,89 ± 4,83	53,07 ± 6,48	0,100	41,47 ± 0,05	CH14
J103412+014249	0,06991	295,18 ± 7,38	5,70 ± 0,54	0,060	40,83 ± 0,04	CH14
J103509+094516	0,05038	212,72 ± 5,32	7,74 ± 0,95	0,010	40,63 ± 0,06	CH14
J103726+270759	0,07809	329,74 ± 8,25	7,72 ± 0,75	0,060	41,06 ± 0,04	CH14
J104457+035313	0,01408	59,44 ± 1,49	37,58 ± 4,61	0,020	40,22 ± 0,06	CH14
J104554+010405	0,02742	115,77 ± 2,90	61,09 ± 7,46	0,050	41,04 ± 0,05	CH14
J104653+134645	0,01189	50,20 ± 1,28	39,65 ± 4,85	0,040	40,12 ± 0,05	CH14
J104723+302144	0,03045	128,56 ± 3,24	91,64 ± 11,18	0,100	41,36 ± 0,05	CH14
J105032+153806	0,08567	361,72 ± 9,05	32,54 ± 3,98	0,040	41,75 ± 0,05	CH14
J105040+342947	0,05319	224,60 ± 5,63	20,43 ± 2,50	0,030	41,12 ± 0,05	CH14
J105108+131927	0,04661	196,79 ± 4,93	9,09 ± 1,13	0,030	40,65 ± 0,05	CH14
J105210+032713	0,15136	639,12 ± 15,98	4,90 ± 0,46	0,020	41,40 ± 0,04	CH14
J105331+011740	0,12502	527,89 ± 13,20	7,80 ± 0,96	0,030	41,45 ± 0,05	CH14
J105741+653539	0,01183	49,95 ± 1,42	25,27 ± 3,09	0,060	39,94 ± 0,05	CH14
J110838+223809	0,02490	105,12 ± 2,65	23,34 ± 2,48	0,040	40,53 ± 0,05	CH14
J121329+114056	0,02179	92,00 ± 2,32	24,43 ± 2,98	0,070	40,46 ± 0,05	CH14
J121717-280233	0,02711	114,48 ± 2,87	22,39 ± 0,45	0,080	40,63 ± 0,02	CH14
J131235+125743	0,02674	112,91 ± 2,86	20,39 ± 4,96	0,060	40,55 ± 0,09	CH14
J132347-013252	0,02349	99,20 ± 2,51	19,34 ± 1,71	0,040	40,40 ± 0,04	CH14
J132549+330354	0,01548	65,35 ± 1,74	30,72 ± 3,75	0,020	40,22 ± 0,06	CH14
J134531+044232	0,03138	132,49 ± 3,34	34,78 ± 2,37	0,060	40,92 ± 0,03	CH14
J142342+225728	0,03355	141,66 ± 3,60	24,12 ± 6,02	0,040	40,80 ± 0,10	CH14
J144805-011057	0,02811	118,71 ± 3,01	72,53 ± 2,09	0,060	41,15 ± 0,02	CH14
J162152+151855	0,03460	146,09 ± 3,72	49,66 ± 4,17	0,000	41,10 ± 0,04	CH14
J171236+321633	0,01187	50,11 ± 1,46	19,95 ± 2,89	0,020	39,80 ± 0,07	CH14
J192758-413432	0,00859	36,25 ± 1,04	263,03 ± 0,53	0,000	40,62 ± 0,02	CH14
J211527-075951	0,02741	115,73 ± 2,91	16,65 ± 1,72	0,060	40,49 ± 0,04	CH14
J212332-074831	0,02693	113,70 ± 2,86	6,68 ± 0,82	0,070	40,08 ± 0,05	CH14
J214350-072003	0,10876	459,23 ± 11,48	5,79 ± 0,55	0,030	41,19 ± 0,04	CH14
J220802+131334	0,11504	485,73 ± 12,15	8,52 ± 1,04	0,080	41,46 ± 0,05	CH14
J221823+003918	0,10723	452,79 ± 11,32	4,58 ± 0,43	0,110	41,16 ± 0,04	CH14
J222510-001152	0,06548	276,48 ± 6,91	15,06 ± 1,84	0,040	41,18 ± 0,05	CH14
J224556+125022	0,07926	334,66 ± 8,37	16,45 ± 2,01	0,070	41,41 ± 0,05	CH14

Continua

Continuação tabela 4.13

Galáxia	$z_{cmb}^b$	$D_{cmb}$ (Mpc)	$F_{H\beta}$ ( $10^{-15} \text{ ergs}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )	$C_{H\beta}$	$\log(L_{H\beta})$ ( $\text{ergs}^{-1}$ )	Amostra
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
J224556+125022	0,07926	334,66 ± 8,37	16,45 ± 2,01	0,070	41,41 ± 0,05	CH14
J225140+132713	0,06092	257,21 ± 6,43	39,88 ± 4,86	0,070	41,57 ± 0,05	CH14
J230117+135230	0,02333	98,52 ± 2,47	15,03 ± 1,84	0,080	40,32 ± 0,05	CH14
J230123+133314	0,02919	123,26 ± 3,08	33,59 ± 4,10	0,080	40,87 ± 0,05	CH14
J231442+010621	0,03297	139,21 ± 3,48	5,73 ± 0,70	0,030	40,15 ± 0,05	CH14
J232936-011056	0,06478	273,52 ± 6,84	10,32 ± 1,27	0,070	41,04 ± 0,05	CH14
J093335,50+092049,4	0,11825	499,29 ± 24,97	11,81 ± 0,00	0,450	42,00 ± 0,04	FE16
J122316,53+045010,1	0,01900	80,22 ± 4,07	28,17 ± 0,00	0,000	40,34 ± 0,04	FE16
J132923,46-031502,2	0,07694	324,87 ± 16,26	18,29 ± 0,00	0,188	41,55 ± 0,04	FE16
J133810,13+053504,3	0,05896	248,97 ± 12,46	16,99 ± 0,00	0,150	41,25 ± 0,04	FE16
J142709,15+125845,5	0,07659	323,38 ± 16,18	11,54 ± 0,00	0,228	41,39 ± 0,04	FE16
J151745,65+044046,8	0,03673	155,09 ± 7,76	10,76 ± 0,00	0,150	40,64 ± 0,04	FE16
J144728,44+124553,9	0,00668	28,21 ± 1,46	19,68 ± 0,00	0,069	39,34 ± 0,05	FE16
J161243,51-002427,7	0,07655	323,21 ± 16,16	11,36 ± 0,00	0,265	41,42 ± 0,04	FE16
J222510,13-001152,8	0,06548	276,48 ± 13,84	13,89 ± 0,00	0,152	41,26 ± 0,04	FE16
J000703,99-003447,5	0,12001	506,72 ± 25,35	6,12 ± 0,00	0,036	41,31 ± 0,04	FE16
J013344,63+005711,2	0,01823	76,99 ± 3,89	8,74 ± 0,00	0,055	39,85 ± 0,04	FE16
J025346,70-072343,9	0,00382	16,13 ± 0,90	16,46 ± 0,00	0,021	38,73 ± 0,05	FE16
J211527,07-075951,3	0,02741	115,73 ± 5,82	18,57 ± 0,00	0,221	40,69 ± 0,04	FE16
J101743,83+012321,7	0,09501	401,17 ± 20,07	3,38 ± 0,00	0,297	41,11 ± 0,04	FE16
J102718,30+165224,0	0,13038	550,52 ± 27,53	9,86 ± 0,00	0,478	42,03 ± 0,04	FE16
J152141,42+075921,7	0,09480	400,30 ± 20,02	8,97 ± 0,00	0,180	41,42 ± 0,04	FE16
J103137,27+043422,0	0,00506	21,38 ± 1,28	24,93 ± 0,00	0,000	39,13 ± 0,05	FE16
J101828,38+095412,0	0,05186	218,96 ± 10,97	15,90 ± 0,00	0,170	41,13 ± 0,04	FE16
J103323,15+112935,7	0,06370	268,99 ± 13,47	14,21 ± 0,00	0,247	41,34 ± 0,04	FE16
J124954,84+060610,3	0,06001	253,39 ± 12,69	11,64 ± 0,00	0,245	41,20 ± 0,04	FE16
J140618,75+175424,7	0,06989	295,09 ± 14,76	13,12 ± 0,00	0,182	41,32 ± 0,04	FE16
J212332,71-074831,1	0,02691	113,64 ± 5,72	6,28 ± 0,00	0,284	40,27 ± 0,04	FE16
J014707,04+135629,1	0,05566	235,01 ± 11,76	7,70 ± 0,00	0,000	40,71 ± 0,04	FE16
Mrk-996	0,00441	18,63 ± 1,13	96,78 ± 0,00	0,300	39,90 ± 0,05	FE16
CTS 1004	0,04762	201,06 ± 10,43	17,78 ± 0,00	0,000	40,93 ± 0,05	FE16

(a) Subamostra BT11 de galáxias com perfil de linha irregular.

(b) Incerteza do redshift corrigido pela CMB é da ordem  $\delta z_{cmb} = 10^{-5}$ .

Tabela 4.14: Parâmetros de calibração da relação para amostra completa 207 GHII. Col (2) Largura da linha  $H\beta$  observada; (3) dispersão de velocidade; (4) largura equivalente  $H\beta$ ; (5) abundância de oxigênio e (6) origem.

Galáxia	$FWHM_{H\beta}$ (Å)	$\sigma_{H\beta}$ ( $kms^{-1}$ )	$W_{H\beta}$ (Å)	$12 + \log(O/H)$	Amostra
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
UM 238	0,844 ± 0,00	18,30 ± 1,80	36,0 ± 1,8	7,89 ± 0,10	BT11
UM 306	0,846 ± 0,00	19,10 ± 1,20	24,0 ± 1,2	8,18 ± 0,10	BT11
UM 323	0,873 ± 0,00	18,90 ± 2,20	21,0 ± 1,1	7,92 ± 0,10	BT11
Tol 0127-397	1,510 ± 0,00	37,20 ± 0,70	...	...	BT11
UM 137	0,962 ± 0,00	14,50 ± 0,00	4,0 ± 0,2	8,25 ± 0,10	BT11
UM 151	1,196 ± 0,00	28,70 ± 2,90	20,0 ± 1,0	8,47 ± 0,10	BT11
UM 382	0,812 ± 0,00	17,20 ± 2,90	135,0 ± 6,8	7,82 ± 0,10	BT11
UM 395	1,255 ± 0,00	30,10 ± 2,20	6,0 ± 0,3	8,63 ± 0,10	BT11
UM 396	1,134 ± 0,00	27,10 ± 2,20	153,0 ± 7,7	8,18 ± 0,10	BT11
UM 408	0,867 ± 0,00	19,50 ± 1,20	33,0 ± 1,7	8,02 ± 0,10	BT11
UM 417	0,639 ± 0,00	12,10 ± 2,90	46,0 ± 2,3	8,04 ± 0,10	BT11
CTS 1003	1,055 ± 0,00	24,70 ± 1,80	...	7,90 ± 0,10	BT11
CTS 1006	1,492 ± 0,00	36,70 ± 0,40	70,0 ± 3,5	8,04 ± 0,10	BT11
CTS 1007	1,255 ± 0,00	29,50 ± 1,80	...	7,83 ± 0,10	BT11
CTS 1008	2,030 ± 0,00	49,00 ± 1,80	140,0 ± 7,0	8,16 ± 0,10	BT11
Tol 0505-387	0,967 ± 0,00	21,80 ± 2,90	10,0 ± 0,5	8,50 ± 0,10	BT11
Tol 0510-400	1,425 ± 0,00	34,00 ± 1,80	64,0 ± 3,2	8,25 ± 0,10	BT11
Tol 0528-383	0,826 ± 0,00	18,00 ± 2,20	21,0 ± 1,1	7,96 ± 0,10	BT11
Tol 0559-393	2,073 ± 0,00	50,70 ± 2,20	...	...	BT11
Tol 0610-387	0,771 ± 0,00	16,60 ± 2,90	4,0 ± 0,2	8,56 ± 0,10	BT11
Tol 0614-375	1,820 ± 0,00	44,80 ± 1,80	...	7,86 ± 0,10	BT11
Tol 0633-415	1,310 ± 0,00	32,00 ± 0,70	83,0 ± 4,2	8,14 ± 0,10	BT11
Tol 0645-376	1,229 ± 0,00	28,70 ± 2,20	28,0 ± 1,4	7,77 ± 0,10	BT11
MRK 1201	1,843 ± 0,00	46,00 ± 2,20	8,0 ± 0,4	9,36 ± 0,10	BT11
Cam 0840+1201	1,510 ± 0,00	36,80 ± 1,80	105,0 ± 5,3	7,98 ± 0,10	BT11
Cam 0840+1044	0,752 ± 0,00	15,40 ± 1,80	44,0 ± 2,2	7,73 ± 0,10	BT11
Tol 1008-286	1,054 ± 0,00	24,90 ± 0,40	123,0 ± 6,2	8,17 ± 0,10	BT11
CTS 1011	0,921 ± 0,00	21,20 ± 0,70	93,0 ± 4,7	8,18 ± 0,10	BT11
CTS 1012	0,787 ± 0,00	17,00 ± 0,70	...	8,41 ± 0,10	BT11
Tol 1025-285	2,356 ± 0,00	58,80 ± 2,90	9,0 ± 0,5	8,71 ± 0,10	BT11
CTS 1017	1,186 ± 0,00	27,70 ± 2,20	161,0 ± 8,1	7,98 ± 0,10	BT11
CTS 1018	1,453 ± 0,00	34,80 ± 1,80	58,0 ± 2,9	7,97 ± 0,10	BT11
CTS 1019	1,888 ± 0,00	45,20 ± 2,90	90,0 ± 4,5	8,22 ± 0,10	BT11
CTS 1020	1,393 ± 0,00	34,50 ± 0,40	109,0 ± 5,5	8,25 ± 0,10	BT11
CTS 1022	0,974 ± 0,00	22,60 ± 1,80	57,0 ± 2,9	8,09 ± 0,10	BT11
MRK 1271	0,903 ± 0,00	20,60 ± 0,40	97,0 ± 4,9	7,99 ± 0,10	BT11
MRK 36	0,782 ± 0,00	17,10 ± 1,20	62,0 ± 3,1	7,89 ± 0,10	BT11
UM 439	0,805 ± 0,00	17,70 ± 0,40	49,0 ± 2,5	8,01 ± 0,10	BT11
Tol 1147-283	0,793 ± 0,00	17,00 ± 2,20	40,0 ± 2,0	7,88 ± 0,10	BT11
UM 456	0,757 ± 0,00	16,10 ± 0,70	44,0 ± 2,2	7,95 ± 0,10	BT11
UM 461	0,669 ± 0,00	12,50 ± 0,40	155,0 ± 7,8	7,77 ± 0,10	BT11
UM 463	0,849 ± 0,00	19,20 ± 2,20	74,0 ± 3,7	7,92 ± 0,10	BT11
CTS 1026	1,710 ± 0,00	43,10 ± 0,40	...	8,30 ± 0,10	BT11
MRK 1318	0,756 ± 0,00	17,10 ± 1,20	68,0 ± 3,4	8,27 ± 0,10	BT11
Tol 1223-359	0,828 ± 0,00	17,50 ± 2,20	129,0 ± 6,5	7,54 ± 0,10	BT11
[SC98] 13016-2236	0,975 ± 0,00	22,60 ± 2,90	34,0 ± 1,7	8,27 ± 0,10	BT11
CTS 1029	1,787 ± 0,00	31,40 ± 0,00	35,0 ± 1,8	8,42 ± 0,10	BT11
UM 559	0,794 ± 0,00	16,90 ± 0,70	535,0 ± 26,8	7,72 ± 0,10	BT11
[SC98] 13191-2212	1,274 ± 0,00	30,60 ± 2,90	22,0 ± 1,1	8,49 ± 0,10	BT11
UM 570	0,930 ± 0,00	20,10 ± 2,20	180,0 ± 9,0	7,71 ± 0,10	BT11

*Continua.*

Continuação tabela 4.14

Galáxia	$FWHM_{H\beta}$ (Å)	$\sigma_{H\beta}$ ( $km.s^{-1}$ )	$W_{H\beta}$ (Å)	$12 + \log(O/H)$	Amostra
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
POX 186	0,715 ± 0,00	14,10 ± 0,70	274,0 ± 13,7	7,74 ± 0,10	BT11
Tol 1345-420	0,877 ± 0,00	20,40 ± 2,20	51,0 ± 2,6	8,26 ± 0,10	BT11
Tol 1400-397	1,352 ± 0,00	32,40 ± 2,20	...	...	BT11
UM 649	1,152 ± 0,00	27,10 ± 2,20	...	...	BT11
CTS 1034	1,533 ± 0,00	26,60 ± 0,00	20,0 ± 1,0	7,96 ± 0,10	BT11
II ZW 70	0,901 ± 0,00	21,00 ± 1,20	49,0 ± 2,5	8,07 ± 0,10	BT11
CTS 1035	1,164 ± 0,00	27,40 ± 2,90	62,0 ± 3,1	8,01 ± 0,10	BT11
Cam 1543+0907	1,293 ± 0,00	30,20 ± 0,40	192,0 ± 9,6	7,71 ± 0,10	BT11
Tol 1939-419	1,336 ± 0,00	22,50 ± 0,00	...	...	BT11
Tol 1937-423	1,022 ± 0,00	24,00 ± 2,20	5,0 ± 0,3	8,48 ± 0,10	BT11
Tol 2010-382	1,506 ± 0,00	37,00 ± 1,80	...	...	BT11
Tol 2041-394	1,627 ± 0,00	28,50 ± 0,00	...	...	BT11
Tol 2122-408	1,114 ± 0,00	26,40 ± 1,80	14,0 ± 0,7	8,49 ± 0,10	BT11
Tol 2138-397	0,996 ± 0,00	22,20 ± 2,20	33,0 ± 1,7	7,64 ± 0,10	BT11
UM 191	1,265 ± 0,00	30,30 ± 2,20	7,0 ± 0,4	8,30 ± 0,10	BT11
CTS 1013	1,390 ± 0,00	33,70 ± 2,90	38,0 ± 1,9	8,08 ± 0,10	BT11 <sup>a</sup>
CTS 1016	1,456 ± 0,00	35,10 ± 2,90	26,0 ± 1,3	8,36 ± 0,10	BT11 <sup>a</sup>
IIZw 40	1,329 ± 0,00	32,90 ± 0,40	184,0 ± 9,2	8,07 ± 0,10	BT11 <sup>a</sup>
[SC98] 13228-2547	1,066 ± 0,00	25,10 ± 2,20	20,0 ± 1,0	8,02 ± 0,10	BT11 <sup>a</sup>
Tol 0957-278	1,031 ± 0,00	24,70 ± 2,20	36,0 ± 1,8	8,02 ± 0,10	BT11 <sup>a</sup>
Tol 1004-296	1,943 ± 0,00	31,90 ± 3,50	62,0 ± 3,1	8,28 ± 0,10	BT11 <sup>a</sup>
Tol 1924-416	2,065 ± 0,00	35,40 ± 3,50	100,0 ± 5,0	8,01 ± 0,10	BT11 <sup>a</sup>
Tol 2019-405	1,095 ± 0,00	25,80 ± 1,80	11,0 ± 0,6	7,99 ± 0,10	BT11 <sup>a</sup>
UM 455	0,998 ± 0,00	22,60 ± 2,20	29,0 ± 1,5	7,74 ± 0,10	BT11 <sup>a</sup>
UM 483	0,816 ± 0,00	17,20 ± 0,70	19,0 ± 0,9	7,85 ± 0,10	BT11 <sup>a</sup>
J001647-104742	1,06 ± 0,08	23,82 ± 2,14	67,6 ± 1,5	8,06 ± 0,11	CH14
J002339-094848	1,32 ± 0,10	29,04 ± 2,41	123,9 ± 4,1	8,15 ± 0,11	CH14
J002425+140410	1,42 ± 0,10	34,51 ± 2,70	66,3 ± 1,3	8,20 ± 0,08	CH14
J003218+150014	1,55 ± 0,10	37,76 ± 2,96	82,8 ± 1,7	8,02 ± 0,05	CH14
J005147+000940	1,26 ± 0,09	28,44 ± 2,36	107,8 ± 2,7	7,80 ± 0,05	CH14
J005602-101009	1,52 ± 0,10	33,81 ± 2,65	52,8 ± 1,7	7,89 ± 0,11	CH14
J013258-085337	1,60 ± 0,10	33,65 ± 2,56	72,4 ± 2,3	8,31 ± 0,08	CH14
J013344+005711	0,89 ± 0,06	19,19 ± 1,86	72,3 ± 3,6	8,03 ± 0,10	CH14
J014137-091435	1,04 ± 0,08	23,39 ± 2,15	69,8 ± 3,2	8,03 ± 0,11	CH14
J014707+135629	1,86 ± 0,10	42,17 ± 3,20	163,4 ± 6,2	7,94 ± 0,10	CH14
J021852-091218	0,72 ± 0,05	13,93 ± 1,92	163,7 ± 14,4	7,94 ± 0,25	CH14
J022037-092907	2,45 ± 0,11	50,82 ± 3,86	155,4 ± 7,5	8,07 ± 0,10	CH14
J024052-082827	2,06 ± 0,11	44,77 ± 3,51	448,6 ± 45,5	7,95 ± 0,10	CH14
J024453-082137	1,79 ± 0,10	38,90 ± 3,05	99,4 ± 4,3	7,99 ± 0,10	CH14
J025426-004122	1,07 ± 0,08	24,55 ± 2,15	64,1 ± 1,8	7,85 ± 0,07	CH14
J030321-075923	3,17 ± 0,23	60,53 ± 4,46	163,4 ± 30,4	7,89 ± 0,10	CH14
J031023-083432	1,19 ± 0,09	26,24 ± 2,36	85,3 ± 3,8	8,17 ± 0,10	CH14
J033526-003811	1,02 ± 0,07	22,39 ± 2,11	111,0 ± 6,5	7,88 ± 0,11	CH14
J040937-051805	1,62 ± 0,10	35,32 ± 2,76	131,2 ± 5,8	8,15 ± 0,10	CH14
J051519-391741	1,26 ± 0,07	27,93 ± 1,67	187,0 ± 18,7	...	CH14
J074806+193146	1,68 ± 0,09	37,67 ± 2,17	148,4 ± 9,5	8,27 ± 0,11	CH14
J074947+154013	1,69 ± 0,08	36,90 ± 1,87	65,4 ± 3,4	8,16 ± 0,11	CH14
J080000+274642	1,34 ± 0,07	30,48 ± 1,82	55,4 ± 1,3	8,18 ± 0,10	CH14
J080619+194927	2,74 ± 0,20	61,80 ± 4,55	79,6 ± 1,1	8,23 ± 0,08	CH14
J081334+313252	1,23 ± 0,09	29,04 ± 2,34	89,6 ± 2,0	8,10 ± 0,07	CH14
J081403+235328	1,28 ± 0,07	30,20 ± 1,81	109,7 ± 7,3	8,22 ± 0,11	CH14
J081420+575008	1,63 ± 0,10	36,73 ± 2,79	58,0 ± 1,6	8,19 ± 0,09	CH14
J081737+520236	1,60 ± 0,10	38,73 ± 2,94	61,4 ± 1,2	8,31 ± 0,10	CH14
J082520+082723	1,61 ± 0,10	34,04 ± 2,74	61,1 ± 3,3	8,13 ± 0,11	CH14
J082530+504804	2,10 ± 0,11	44,57 ± 3,39	119,6 ± 4,1	8,10 ± 0,08	CH14
J082722+202612	2,34 ± 0,10	48,75 ± 2,81	77,5 ± 3,4	8,07 ± 0,20	CH14
J083946+140033	2,45 ± 0,10	50,93 ± 2,81	84,2 ± 2,9	8,17 ± 0,10	CH14
J084000+180531	2,09 ± 0,08	46,13 ± 2,02	183,9 ± 10,0	7,93 ± 0,10	CH14
J084029+470710	1,87 ± 0,10	43,35 ± 3,39	215,6 ± 10,7	7,68 ± 0,11	CH14
J084219+300703	2,07 ± 0,10	44,87 ± 2,48	55,8 ± 1,1	8,04 ± 0,11	CH14
J084220+115000	1,33 ± 0,09	30,90 ± 2,49	126,1 ± 4,2	8,04 ± 0,11	CH14
J084414+022621	2,59 ± 0,10	55,85 ± 3,09	111,4 ± 2,2	8,19 ± 0,11	CH14
J084527+530852	1,21 ± 0,09	28,12 ± 2,27	149,7 ± 5,5	...	CH14
J084634+362620	1,13 ± 0,08	25,47 ± 2,35	78,8 ± 1,5	8,06 ± 0,11	CH14

Continua.

Continuação tabela 4.14

Galáxia	$FWHM_{H\beta}$ (Å)	$\sigma_{H\beta}$ ( $km\,s^{-1}$ )	$W_{H\beta}$ (Å)	$12 + \log(O/H)$	Amostra
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
J085221+121651	2,39 ± 0,11	53,09 ± 3,91	168,2 ± 3,7	8,11 ± 0,10	CH14
J090418+260106	2,73 ± 0,10	58,34 ± 3,22	64,1 ± 1,7	8,19 ± 0,10	CH14
J090506+223833	2,20 ± 0,10	44,26 ± 2,55	123,8 ± 4,1	8,13 ± 0,08	CH14
J090531+033530	1,60 ± 0,08	36,81 ± 2,12	125,8 ± 4,0	7,87 ± 0,06	CH14
J091434+470207	1,46 ± 0,10	34,28 ± 2,76	112,1 ± 2,3	8,11 ± 0,06	CH14
J091640+182807	1,27 ± 0,09	29,99 ± 2,42	131,3 ± 5,3	8,03 ± 0,10	CH14
J091652+003113	1,81 ± 0,09	41,11 ± 2,27	81,6 ± 3,7	8,32 ± 0,11	CH14
J092749+084037	2,61 ± 0,10	54,58 ± 2,89	100,7 ± 5,6	7,88 ± 0,20	CH14
J092918+002813	1,74 ± 0,09	36,39 ± 2,09	182,8 ± 15,5	8,06 ± 0,11	CH14
J093006+602653	1,17 ± 0,08	27,61 ± 2,29	123,4 ± 3,5	7,98 ± 0,06	CH14
J093424+222522	2,31 ± 0,10	50,10 ± 2,77	108,1 ± 4,4	8,06 ± 0,10	CH14
J093813+542825	2,88 ± 0,20	61,24 ± 4,37	84,4 ± 2,0	8,00 ± 0,08	CH14
J094000+203122	1,73 ± 0,09	39,99 ± 2,30	85,8 ± 2,9	...	CH14
J094252+354725	1,42 ± 0,10	34,36 ± 2,69	91,6 ± 2,0	7,97 ± 0,08	CH14
J094254+340411	1,34 ± 0,10	31,33 ± 2,60	188,6 ± 20,4	7,78 ± 0,11	CH14
J094809+425713	1,15 ± 0,08	27,16 ± 2,25	100,1 ± 3,5	8,14 ± 0,09	CH14
J095000+300341	1,16 ± 0,08	27,54 ± 2,22	94,5 ± 3,5	...	CH14
J095023+004229	2,64 ± 0,10	56,23 ± 3,24	118,9 ± 3,7	8,04 ± 0,10	CH14
J095226+021759	2,71 ± 0,10	55,72 ± 3,21	111,2 ± 4,2	8,20 ± 0,10	CH14
J095227+322809	0,93 ± 0,07	19,77 ± 2,00	92,5 ± 2,8	7,91 ± 0,09	CH14
J095545+413429	1,13 ± 0,09	26,61 ± 2,57	67,9 ± 1,8	8,06 ± 0,11	CH14
J100720+193349	0,95 ± 0,05	19,82 ± 1,60	137,5 ± 11,5	7,82 ± 0,10	CH14
J100746+025228	1,43 ± 0,10	34,04 ± 2,66	129,4 ± 3,7	7,86 ± 0,10	CH14
J101042+125516	2,12 ± 0,11	47,97 ± 4,64	92,2 ± 1,2	7,99 ± 0,07	CH14
J101136+263027	1,80 ± 0,09	40,93 ± 2,36	91,0 ± 2,9	8,11 ± 0,10	CH14
J101157+130822	2,61 ± 0,11	51,17 ± 3,77	351,2 ± 35,2	8,03 ± 0,10	CH14
J101430+004755	3,04 ± 0,10	59,43 ± 3,28	81,1 ± 3,4	8,03 ± 0,10	CH14
J101458+193219	0,88 ± 0,06	19,01 ± 1,93	104,9 ± 7,0	7,73 ± 0,10	CH14
J102429+052451	1,55 ± 0,10	36,31 ± 3,09	100,8 ± 2,1	7,87 ± 0,06	CH14
J102732-284201	1,47 ± 0,10	34,67 ± 2,71	73,0 ± 7,3	...	CH14
J103328+070801	2,61 ± 0,11	61,80 ± 4,70	52,3 ± 0,5	8,14 ± 0,10	CH14
J103412+014249	1,81 ± 0,08	39,54 ± 2,00	93,4 ± 5,6	7,85 ± 0,10	CH14
J103509+094516	1,85 ± 0,10	42,66 ± 3,34	70,9 ± 2,7	7,98 ± 0,09	CH14
J103726+270759	1,80 ± 0,09	39,17 ± 2,26	67,4 ± 2,6	8,11 ± 0,10	CH14
J104457+035313	1,12 ± 0,08	25,70 ± 2,25	332,5 ± 18,1	7,61 ± 0,05	CH14
J104554+010405	1,63 ± 0,10	39,17 ± 3,07	170,7 ± 4,8	8,17 ± 0,10	CH14
J104653+134645	1,18 ± 0,08	27,93 ± 2,31	210,0 ± 9,0	7,99 ± 0,09	CH14
J104723+302144	1,82 ± 0,10	43,55 ± 3,31	65,7 ± 1,0	8,17 ± 0,10	CH14
J105032+153806	1,70 ± 0,10	36,39 ± 2,77	206,7 ± 8,0	7,98 ± 0,09	CH14
J105040+342947	1,55 ± 0,08	34,99 ± 2,10	120,5 ± 4,0	8,06 ± 0,09	CH14
J105108+131927	1,61 ± 0,10	37,07 ± 2,90	54,1 ± 1,6	8,05 ± 0,10	CH14
J105210+032713	2,02 ± 0,10	38,64 ± 2,85	66,1 ± 3,8	8,19 ± 0,11	CH14
J105331+011740	2,27 ± 0,10	45,71 ± 2,53	81,7 ± 3,2	8,04 ± 0,10	CH14
J105741+653539	1,07 ± 0,08	24,89 ± 2,18	68,4 ± 1,2	8,16 ± 0,10	CH14
J110838+223809	1,18 ± 0,06	27,16 ± 1,69	134,2 ± 5,3	8,06 ± 0,10	CH14
J121329+114056	1,24 ± 0,04	29,17 ± 1,07	96,3 ± 2,7	8,29 ± 0,10	CH14
J121717-280233	1,11 ± 0,04	25,53 ± 1,18	294,0 ± 29,4	...	CH14
J131235+125743	1,17 ± 0,05	26,98 ± 1,37	96,7 ± 2,9	8,17 ± 0,10	CH14
J132347-013252	0,96 ± 0,05	20,37 ± 1,50	288,7 ± 20,9	7,88 ± 0,10	CH14
J132549+330354	1,13 ± 0,06	26,55 ± 1,65	120,0 ± 3,1	8,22 ± 0,05	CH14
J134531+044232	1,71 ± 0,09	40,64 ± 2,25	67,9 ± 1,3	8,11 ± 0,10	CH14
J142342+225728	2,03 ± 0,10	48,19 ± 2,66	135,9 ± 4,1	7,71 ± 0,10	CH14
J144805-011057	2,02 ± 0,10	48,75 ± 2,69	158,0 ± 4,5	8,12 ± 0,10	CH14
J162152+151855	2,28 ± 0,10	54,83 ± 2,90	151,1 ± 3,9	8,18 ± 0,07	CH14
J171236+321633	0,99 ± 0,03	21,88 ± 1,06	184,1 ± 8,1	7,80 ± 0,06	CH14
J192758-413432	1,28 ± 0,07	31,19 ± 1,80	87,0 ± 8,7	...	CH14
J211527-075951	1,10 ± 0,03	24,95 ± 0,98	143,7 ± 6,2	8,23 ± 0,10	CH14
J212332-074831	1,18 ± 0,09	27,61 ± 2,29	65,1 ± 3,1	8,20 ± 0,11	CH14
J214350-072003	1,76 ± 0,11	36,22 ± 3,84	69,1 ± 2,9	7,96 ± 0,10	CH14
J220802+131334	2,76 ± 0,20	57,15 ± 4,34	79,1 ± 2,8	7,82 ± 0,20	CH14
J221823+003918	2,44 ± 0,10	50,93 ± 2,93	66,3 ± 3,6	7,98 ± 0,23	CH14
J222510-001152	1,91 ± 0,10	42,36 ± 3,02	159,2 ± 6,8	7,99 ± 0,10	CH14
J224556+125022	2,09 ± 0,10	45,92 ± 3,49	79,7 ± 1,8	8,16 ± 0,10	CH14

Continua

Continuação tabela 4.14

Galáxia	$FWHM_{H\beta}$ (Å)	$\sigma_{H\beta}$ ( $km.s^{-1}$ )	$W_{H\beta}$ (Å)	$12 + \log(O/H)$	Amostra
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
J225140+132713	2,01 ± 0,11	45,71 ± 3,47	61,8 ± 0,9	8,09 ± 0,10	CH14
J230117+135230	0,94 ± 0,08	20,80 ± 2,20	104,7 ± 4,2	8,09 ± 0,11	CH14
J230123+133314	1,56 ± 0,10	36,98 ± 2,81	147,0 ± 5,0	8,00 ± 0,11	CH14
J231442+010621	1,10 ± 0,09	24,72 ± 2,33	76,1 ± 5,4	7,96 ± 0,11	CH14
J232936-011056	1,68 ± 0,10	37,41 ± 2,84	91,8 ± 3,9	8,13 ± 0,11	CH14
J093335,50+092049,4	1,78 ± 0,13	45,26 ± 3,51	33,8 ± 1,7	...	FE16
J122316,53+045010,1	1,14 ± 0,06	27,39 ± 1,84	119,7 ± 6,0	8,13 ± 0,10	FE16
J132923,46-031502,2	2,42 ± 0,21	62,21 ± 5,62	63,6 ± 3,2	8,46 ± 0,10	FE16
J133810,13+053504,3	2,71 ± 0,23	69,97 ± 6,03	50,6 ± 2,5	8,43 ± 0,10	FE16
J142709,15+125845,5	1,72 ± 0,05	43,50 ± 1,32	64,9 ± 3,2	8,58 ± 0,10	FE16
J151745,65+044046,8	1,01 ± 0,02	23,65 ± 0,47	44,7 ± 2,2	8,56 ± 0,10	FE16
J144728,44+124553,9	0,83 ± 0,03	18,31 ± 1,00	64,5 ± 3,2	8,25 ± 0,10	FE16
J161243,51-002427,7	2,14 ± 0,08	54,85 ± 2,17	57,3 ± 2,9	8,67 ± 0,10	FE16
J222510,13-001152,8	1,70 ± 0,06	43,06 ± 1,76	172,9 ± 8,6	8,15 ± 0,10	FE16
J000703,99-003447,5	1,44 ± 0,23	35,98 ± 6,24	88,4 ± 4,4	8,27 ± 0,10	FE16
J013344,63+005711,2	0,78 ± 0,03	16,79 ± 1,03	84,3 ± 4,2	8,15 ± 0,10	FE16
J025346,70-072343,9	0,75 ± 0,13	15,75 ± 4,21	159,7 ± 8,0	8,00 ± 0,10	FE16
J211527,07-075951,3	0,99 ± 0,06	23,18 ± 1,90	145,2 ± 7,3	8,39 ± 0,10	FE16
J101743,83+012321,7	1,05 ± 0,11	25,06 ± 3,27	32,2 ± 1,6	8,13 ± 0,10	FE16
J102718,30+165224,0	3,50 ± 0,21	91,00 ± 5,56	43,8 ± 2,2	...	FE16
J152141,42+075921,7	4,02 ± 0,39	104,68 ± 10,25	32,8 ± 1,6	...	FE16
J103137,27+043422,0	0,97 ± 0,02	22,71 ± 0,48	79,3 ± 3,9	8,36 ± 0,10	FE16
J101828,38+095412,0	1,62 ± 0,10	40,86 ± 2,65	44,1 ± 2,2	8,27 ± 0,10	FE16
J103323,15+112935,7	2,08 ± 0,05	53,11 ± 1,30	50,0 ± 2,5	8,56 ± 0,10	FE16
J124954,84+060610,3	1,72 ± 0,05	43,50 ± 1,32	80,3 ± 4,0	8,33 ± 0,10	FE16
J140618,75+175424,7	2,84 ± 0,10	73,41 ± 2,58	52,8 ± 2,6	8,44 ± 0,10	FE16
J212332,71-074831,1	0,99 ± 0,08	23,18 ± 2,37	75,5 ± 3,8	8,39 ± 0,10	FE16
J014707,04+135629,1	1,64 ± 0,18	41,30 ± 4,85	121,0 ± 6,1	7,87 ± 0,10	FE16
Mrk-996	1,57 ± 0,02	39,54 ± 0,44	87,8 ± 4,4	7,94 ± 0,10	FE16
CTS 1004	1,69 ± 0,10	42,62 ± 2,64	77,0 ± 3,9	8,14 ± 0,10	FE16

(a) Subamostra BT11 de galáxias com perfil de linha irregular.



### 4.3.1 Relação $L - \sigma$ - amostra global

Nossa investigação tem início estudando como as subamostras que compõem a amostra global são distribuídas na relação  $L - \sigma$ . A existência da relação empírica é percebida (veja figura 4.19) e possui um nível de espalhamento alto com  $rms = 0,409$ . A linha sólida representa o ajuste dado pela expressão  $\log L_{H\beta} = (33,31 \pm 0,07) + (4,76 \pm 0,5) \log \sigma$ . Os resíduos e os coeficientes do ajuste são exibidos ao lado do diagrama. A proporção de cada subamostra aparece separada por cor e forma. Nota-se na região brilhante da relação, a presença de 2 exemplares destoantes. Pertencem a FE16 e são as galáxias J152141.42+075921.7 e J102718.30+165224.0, comentadas na seção anterior, que não foram utilizadas na amostra de estudo com 185 GHII. As fontes de CH14 são mais brilhantes e se concentram na região superior da relação, acima da mediana ( $\log L_{H\beta} \approx 40,5$ ). Possuem também as maiores faixas de  $W_{H\beta}$ . BT11 domina a região de base da amostra com GHII menos luminosas. Por fim, FE16 mostra uma variabilidade maior na distribuição dos dados, relativo as outras duas subamostras.

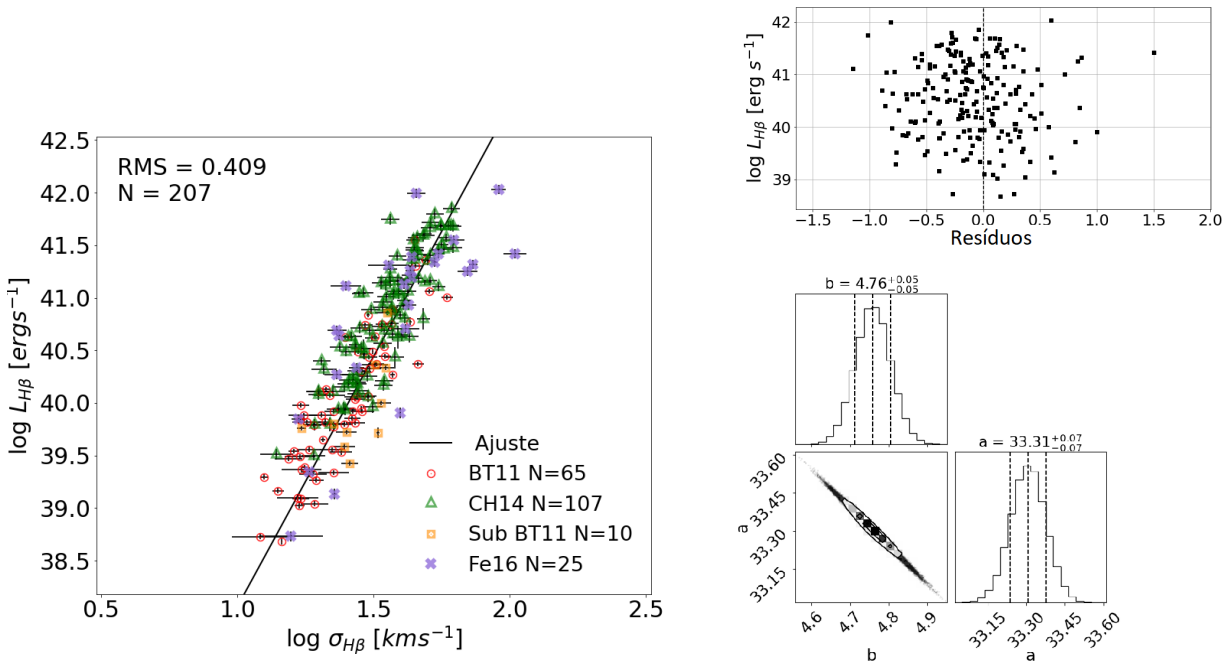


Figura 4.19: Relação  $L - \sigma$  para amostra global de 207 GHII. As subamostras de origem foram separadas por cor e forma. Nos quadros a direita estão os coeficientes do ajuste e os resíduos.



As galáxias com perfil de linha assimétrico são muito brilhantes. Tipicamente possuem luminosidades da ordem  $L_{H\beta} > 41$  visto que, são associadas as maiores dispersões de velocidade  $\log \sigma > 1,7$ . Isso significa que as GHII de CH14 têm uma probabilidade maior de exibirem assimetria ou conter multiplicidade de regiões de emissão. Contudo, essa mesma amostra foi selecionada por possuir altos valores de largura equivalente, típicos de galáxias com população estelar única como já descrito. As GHII gaussianas de BT11 se concentram nas regiões de  $1,0 < \log \sigma < 1,5$ , enquanto a subamostra com perfil de linha assimétrica (ou com componentes) está mais espalhada. O objetivo não é calibrar uma relação para fontes com uma única categoria de perfil de linha, e sim para uma classe de galáxias. Para evitar vieses associados a seleção de objetos específicos, é importante que a amostra contemple todos os casos.

Assim como no aprimoramento da relação usando o raio, na seção anterior, iniciamos nossa investigação sobre a relação  $L - \sigma$  para conhecer o espalhamento natural da amostra de 185 GHII antes de calibrar. Para as 3 classes de regressão MQO assumindo que o espalhamento intrínseco domina sobre a relação, obtivemos os coeficientes apresentados na tabela 4.15. O ajuste MQO( $Y|X$ ) é o que apresenta menor dispersão residual ( $rms = 0,349$ ), seguido da classe MQO Bissetriz ( $rms = 0,358$ ). O coeficiente máximo de inclinação da amostra ( $b = 5,00 \pm 0,18$ ) é fornecido pelo ajuste MQO( $X|Y$ ). A figura 4.20 exhibe a regressão ajustada de cada classe.

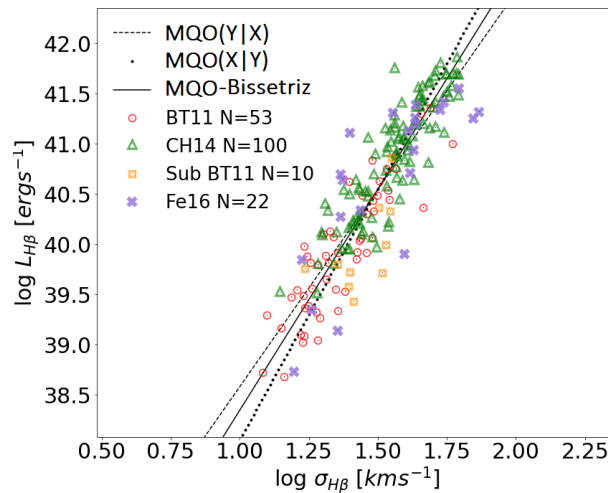


Figura 4.20: Relação  $L - \sigma$  para os ajustes de mínimos quadrados ordinários MQO( $X|Y$ ), MQO( $Y|X$ ) e MQO Bissetriz, da amostra 185 GHII. As amostras de origem aparecem separadas.

Tabela 4.15: Regressão linear para  $L_{H\beta}$  e  $\sigma_{H\beta}$ .

Regressão	Intersecção (a)	Coef. Inclinação (b)	rms
<b>Amostra de 207 GHII</b> , Coef. Pearson = 0,87			
$\log(L_{H\beta}) = a + b \times \log(\sigma)$			
MQO(Y X)	( 34,85 ± 0,24 )	( 3,79 ± 0,16 )	0,361
MQO(X Y)	( 33,10 ± 0,29 )	( 4,96 ± 0,19 )	0,413
MQO-Bissetriz	( 33,95 ± 0,22 )	( 4,31 ± 0,16 )	0,371
<b>Amostra de 185 GHII</b> , Coef. Pearson = 0,89			
MQO(Y X)	( 34,65 ± 0,22 )	( 3,93 ± 0,15 )	0,349
MQO(X Y)	( 33,05 ± 0,28 )	( 5,00 ± 0,18 )	0,394
MQO-Bissetriz	( 33,95 ± 0,22 )	( 4,40 ± 0,15 )	0,358

A correlação entre  $L_{H\beta}$  e  $\sigma$  tem índice de Pearson  $r = 0,89$ , similar ao encontrado na amostra global. A figura 4.21 mostra a relação  $L - \sigma$  ajustada às 3 amostras simultaneamente pela técnica de minimização  $\chi^2$  com MCMC (como na equação 3.29). A luminosidade calculada é dada pela expressão,

$$\log L_{H\beta} = (33,25 \pm 0,07) + (4,83 \pm 0,05) \log \sigma \quad (4.1)$$

com uma dispersão de  $rms = 0,386$ . Acreditamos que parte do espalhamento é explicado pela presença de um segundo parâmetro, mas também não podemos deixar de comentar que essa é uma amostra mista composta de galáxias de perfil gaussiano, assimétrico e possivelmente, com componentes. Esse resultado está no quadro superior da tabela 4.19 e será base de comparação com as relações calibradas.

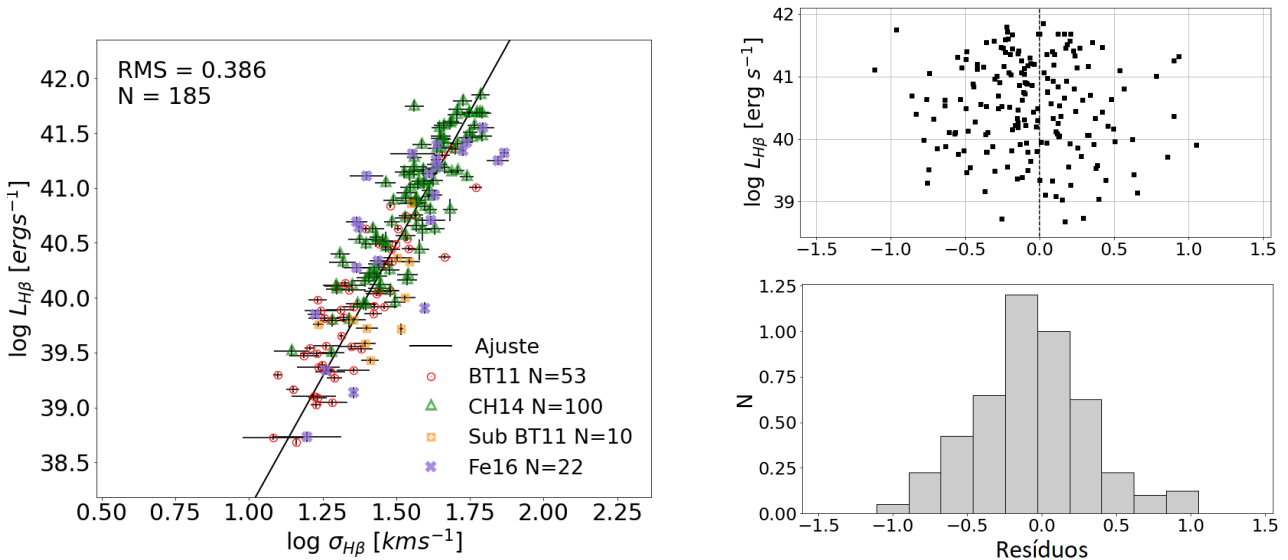


Figura 4.21: Relação  $L - \sigma$  para amostra de 185 GHII e os resíduos referente ao ajuste. As galáxias são separadas por origem.

### 4.3.2 Um plano fundamental para as galáxias HII

Antes de construir os indicadores de distância calibrados, examinamos a correlação entre os parâmetros do nosso conjunto de dados. O resultado é exibido na matriz triangular de correlação da tabela 4.16, para as variáveis em escala logarítmica. Geralmente as correlações são positivas entre os parâmetros:  $L_{H\beta}$ -( $\sigma$ ,  $O/H$  e  $W_{H\beta}$ ) e  $\sigma$  - ( $O/H$  e  $W_{H\beta}$ ). Contudo, a  $W_{H\beta}$  e  $O/H$  têm correlação negativa e moderada ( $r = -0,48$ ), como esperado dada a natureza evolutiva das regiões de formação estelar a qual estão associados. A  $L_{H\beta}$  e o  $\sigma$  apresentam o típico índice forte na correlação de Pearson ( $r = 0,89$ ). Relativo aos parâmetros de evolução a  $L_{H\beta}$  é fracamente correlacionada com  $W_{H\beta}$  ( $r = 0,32$ ) e muito fraca com  $O/H$  ( $r = 0,17$ ). As dispersões de velocidade mostram correlação muito fraca com  $W_{H\beta}$  ( $r = 0,17$ ) e fraca para  $O/H$  ( $r = 0,26$ ). Chamamos a atenção para os efeitos de multicolinearidade que poderiam aparecer em correlações moderadas entre as variáveis independentes.

Extraímos mais informações sobre as inter-relações das variáveis aplicando uma técnica de análise multivariada, a análise de componentes principais (PCA). Assim podemos compreender melhor a variância da relação e sua dependência em um segundo parâmetro. O PCA é sensível à escala numérica relativa das variáveis<sup>2</sup>. Para diminuir a arbitrariedade da análise devido à discrepância acentuada entre as variáveis, renormalizamos<sup>3</sup> para obterem variância unitária utilizando as estatísticas da tabela 4.12. Embora nosso objetivo seja as relações  $L - \sigma - W$  e  $L - \sigma - O/H$ , iniciamos a análise pela combinação dos 4 parâmetros. O resultado do PCA é apresentado na tabela 4.17 e nela consta, para cada componente principal (PC), as porcentagens relativas à variabilidade explicada pela componente, os índices de pontuação (carga) de cada variável e os autovalores, para uma variância total 4.

Tabela 4.16: Matriz de correlação 185 GHII.

	$\log L_{H\beta}$	$\log \sigma$	$\log D$	$12+\log(O/H)$	$\log W_{HB}$
$\log L_{H\beta}$	1,00	0,89	0,90	0,17	0,32
$\log \sigma$		1,00	0,78	0,26	0,17
$\log D$			1,00	0,13	0,22
$12+\log(O/H)$				1,00	-0,48
$\log W_{HB}$					1,00

Os primeiros PCs explicam a maior parte da variância em um PCA. No caso em questão, 97,47% da variância da amostra é explicada por 3 PCs, sendo os dois primeiros responsáveis por aproximadamente 88% dela. Na prática, como o PCI e PCII explicam

<sup>2</sup>Se uma das variáveis da análise tem peso (dimensão) muito superior as outras, a PCI será dominado por ela com uma contribuição pequena das demais. O PCII será dominado pela segunda variável de peso e assim sucessivamente.

<sup>3</sup>Para renormalizar uma variável usamos a equação  $z_i = \frac{x_i - \bar{x}}{\sigma_x}$ , onde  $\bar{x}$  é a média e  $\sigma_x$  o desvio padrão dos dados;  $z_i$  e  $x_i$  são as variáveis renormalizadas e originais, respectivamente.

acima de 80% apenas eles serão investigados. PCI é dominado pelas altas cargas de  $L_{H\beta}$  e  $\sigma$ , resultado da forte correlação entre eles e fraca em relação aos outros parâmetros. O mesmo pode ser dito sobre  $O/H$  e  $W_{H\beta}$  no PCII. Devido a multicolinearidade gerada pela correlação moderada ( $r = -0,48$ ) entre  $O/H$  e  $W_{H\beta}$ , construir uma relação multi-paramétrica com os dois parâmetros não é interessante. Mas, agora temos a dimensão de que uma relação nesse espaço de parâmetro não conseguiria explicar a variância total (ou cerca de 95%).

Tabela 4.17: Análise de componentes principais para o espaço de parâmetros global ( $L, \sigma, W, O/H$ ) de 185 GHII. Na matriz estão os percentis variacionais, cargas e autovalores, para os 3 primeiros PCs.

	PCI	PCII	PCIII
$\log L_{H\beta}$	-0,68	-0,02	0,14
$\log \sigma$	-0,67	0,10	0,27
$12+\log(O/H)$	-0,16	0,72	-0,67
$\log W_{HB}$	-0,25	-0,69	-0,67
Autovalores	2,04	1,49	0,39
% variância	50,68	37,08	9,71

A próxima etapa é analisar as relações separadas. Os resultados do PCA para o espaço de parâmetro  $(L, \sigma, W)$  e  $(L, \sigma, O/H)$ , são apresentados na tabela 4.18. A variância total é 3, dado que são 3 variáveis. Análogo à relação  $L - \sigma - W - O/H$ , os 2 primeiros PCs são responsáveis por explicar mais de 80% da variação da amostra. Na relação  $L - \sigma - O/H$ , o PCI é dominado por  $L_{H\beta}$  e  $\sigma$ , enquanto o PCII por  $O/H$  com carga altíssima de 0,95. Juntas as componentes principais são responsáveis por 96,36%, onde aproximadamente 30% é de  $O/H$ . Os 4% de dispersão residual concorda com erros obtidos durante a coleta dos dados.

Tabela 4.18: Análise de componentes principais para a amostra de 185 GHII, nos espaços de parâmetros individuais  $L - \sigma - O/H$  e  $L - \sigma - W$ . Matriz de variância, componentes e autovalores.

	PCI	PCII	PCIII
$\log L_{H\beta}$	-0,67	-0,26	-0,70
$\log \sigma$	-0,68	-0,16	0,71
$12+\log(O/H)$	-0,29	0,95	-0,07
Autovalores	1,99	0,92	0,11
% variância	65,94	30,42	3,64
$\log L_{H\beta}$	-0,68	-0,14	0,72
$\log \sigma$	-0,66	-0,32	-0,68
$\log W_{HB}$	-0,33	0,94	-0,12
Autovalores	2,02	0,9	0,1
% variância	66,87	29,76	3,37

A relação  $L - \sigma - W$  mostra resultados concomitantes a análise anterior com seus 2 primeiros PCs, dominando 96,63% da variação.  $W_{H\beta}$  no PCII também possui carga alta de 0,94 e é responsável por cerca de 30% da variabilidade da relação. O parâmetro

$W_{H\beta}$  aparece com uma contribuição sutilmente superior no PCI em relação ao  $O/H$ , devido à maior correlação com  $L_{H\beta}$  ( $r = 0,32$ ). Novamente, os 4% da variação restante é explicado por erros observacionais. Conclui-se então que, ambos parâmetros evolutivos podem explicar aproximadamente 30% do espalhamento da relação, desde que continuem a ter correlação fraca com  $\sigma$ .

Por fim, obtivemos as relações bi-paramétricas calibradas pelos parâmetros de evolução. A expressão bi-paramétrica, que aparece na equação 3.27 do capítulo de metodologia, é dada abaixo:

$$\log L = a + b \times \log \sigma + c \times \eta \quad (4.2)$$

onde  $\eta$  é o parâmetro secundário na forma logarítmica. Na tabela 4.19 é mostrado os indicadores de distância para os 2 planos fundamentais  $L - \sigma - W$  e  $L - \sigma - O/H$ . A relação  $L - \sigma$  natural, apresentada na figura 4.21, é nossa base de comparação com as relações aprimoradas. Ela é dada pela expressão  $(33,25 \pm 0,07) + (4,83 \pm 0,05)\log \sigma$  e tem dispersão 0,386.

O primeiro indicador de distância é  $L - \sigma - O/H$ , representado pela expressão:

$$\log L_{H\beta} = (35,28 \pm 0,25) + (4,85 \pm 0,05)\log \sigma - (0,25 \pm 0,03)[12 + \log O/H]. \quad (4.3)$$

A dispersão residual da relação ainda é alta dado por  $rms = 0,377$ . É notável que a redução no espalhamento da relação  $L - \sigma$  base foi insignificante, representando apenas 2%.

O segundo indicador de distâncias é  $L - \sigma - W$ , dado pela expressão:

$$\log L_{H\beta} = (33,48 \pm 0,07) + (4,26 \pm 0,05)\log \sigma + (0,35 \pm 0,02)\log W_{H\beta}. \quad (4.4)$$

Esse ajuste apresenta um erro para a luminosidade calculada de  $\delta_{L_{H\beta}} = 0,336$ . Isso representa uma redução no espalhamento de 13% da relação empírica. Embora o resultado se mostre melhor do que o obtido com o outro parâmetro de evolução, não representa uma diminuição significativa para  $W_{H\beta}$  ser considerado um bom segundo parâmetro de calibração da relação. A presença de outliers pode diminuir a capacidade de calibração dos parâmetros e é fato que, essa amostra contém alguns outliers que precisam ser identificados e extraídos. Na próxima seção, utilizaremos alguns métodos estatísticos para identifica-los e construiremos uma nova análise sobre a amostra sem os outliers.

Os indicadores de distância definidos pelas equações 4.3 e 4.4 são dados na figura 4.22, respectivamente. Os diagramas são formados entre a luminosidade calculada pelo modelo e a observada. A linha sólida representa a tendência do ajuste, enquanto a linha pontilhada é uma referência de igualdade 1x1. No diagrama de  $L - \sigma - W$  é possível ver uma atenuação da dispersão em relação a  $L - \sigma - O/H$ , onde o ângulo entre a tendência do ajuste e a linha de igualdade é maior. É possível observar nos resíduos de  $L - \sigma - W$  (veja figura 4.22) valores elevados e a existência de assimetria, consequência das observações atípicas.

Tabela 4.19: Novos indicadores de distância calibrados. Regressão com os parâmetros  $\eta = ( \log W_{H\beta}, 12+\log(O/H) )$ ,  $L_{H\beta}$  e  $\sigma_{H\beta}$ , para amostra de 185 GHII.

parâmetros	Regressão bi-paramétrica (185 galáxias HII)	rms
	$\log L_{H\beta} = a + b \times \log \sigma + c \times \eta$	
$L - \sigma$	$( 33,25 \pm 0,07 ) + ( 4,83 \pm 0,05 ) \log \sigma$	0,386
$L - \sigma - O/H$	$( 35,28 \pm 0,25 ) + ( 4,85 \pm 0,05 ) \log \sigma - ( 0,25 \pm 0,03 ) [12 + \log O/H]$	0,377
$L - \sigma - W_{H\beta}$	$( 33,48 \pm 0,07 ) + ( 4,26 \pm 0,05 ) \log \sigma + ( 0,35 \pm 0,02 ) \log W_{H\beta}$	0,336

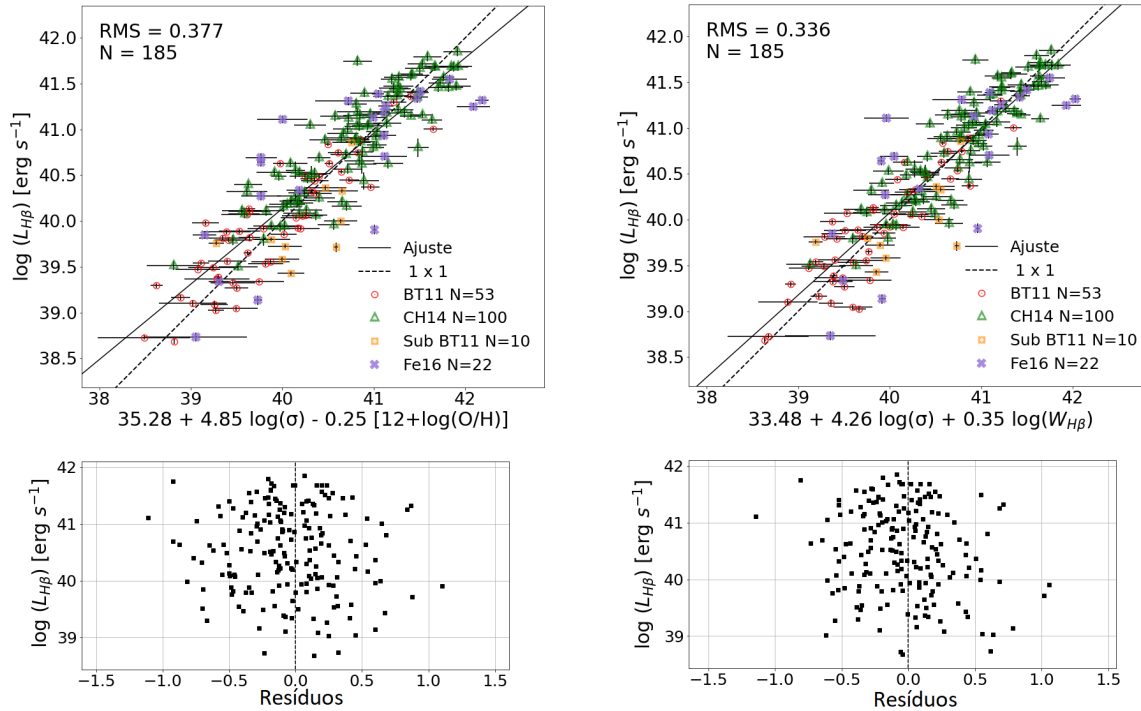


Figura 4.22: Relação  $L - \sigma$  para amostra de 185 GHII calibrada por: largura equivalente  $W_{H\beta}$  e abundância química  $O/H$ . Abaixo dos diagramas estão os resíduos de cada ajuste.

### 4.3.3 Análise de influência e outliers

Nessa seção investigaremos a amostra a procura de outliers. Uma única medida excessivamente diferente das outras pode fazer diferença nos coeficientes que descrevem o modelo. A análise precisa ser cuidadosa, uma observação discrepante (alta alavancagem) pode esconder uma física específica que torna a galáxia diferente do resto da amostra, e não necessariamente representa uma medida ruim ou um problema para a regressão. Havia duas galáxias com propriedades notavelmente atípicas identificadas no boxplot da figura 4.17, Mrk 1201 e UM 559. Mrk 1201 foi qualificada como um outlier devido o seu altíssimo valor de  $12+\log(O/H) = 9,36$ , muito acima do histórico de observação das GHII. Essa medida está errada e teria que ser re-calculada. UM 559 apresentava largura equivalente excessivamente alta  $W_{H\beta} = 535\text{Å}$ . Ela também foi estudada em LTM07 e a partir dos dados fotométricos, a largura equivalente no núcleo dominante foi estimada em  $W_{H\beta} = 313\text{Å}$ . Para as demais galáxias os indicadores não estavam aparentes e nesse caso, realizamos uma análise de influência sobre a amostra. Utilizamos as relações  $L_{H\beta} - \sigma - W_{H\beta} - O/H$ ,  $L_{H\beta} - \sigma - O/H$  e  $L_{H\beta} - \sigma - W_{H\beta}$ , com o propósito de cruzar informações e garantir a extração de outliers influentes e igualmente prejudiciais nos dois parâmetros de calibração. O resultado da nossa investigação é dado na figura 4.23, que apresenta um gráfico de resíduos estudentizados<sup>4</sup> (topo da figura), um gráfico de influência dado por resíduos estudentizados  $\times$  alavancagem (meio da figura) e distância de Cook<sup>5</sup> (base da figura). Os pontos em vermelho são os outliers finais identificados.

Primeiro fizemos um gráfico de resíduos estudentizados para auxiliar na busca por preditores muito discrepantes. Os objetos fora do intervalo de resíduos  $\pm 1,5$  são candidatos a outliers, sendo os principais aqueles que ultrapassam o limite superior  $\pm 2,0$ . No topo da figura 4.23 temos os resíduos estudentizados em relação aos índices das galáxias. Encontramos 14 GHII: Mrk-996, J094254+340411, J105032+153806, J025346.70-072343.9, IIZw 40, J151745.65+044046.8, J103137.27+043422.0, Mrk-996, UM559, Mrk 1201, Tol 2019-405, J133810.13+053504.3, J211527.07-075951.3 e J101743.83+012321.7, fora do limite superior em uma ou mais das relações.

Em seguida buscamos por valores extremos, alta alavancagem, nas variáveis independentes. Não há problemas em observações alavancadas desde que estejam alinhadas ao modelo. Analisamos a influência de uma medida no ajuste combinando sua alavancagem e o resíduo. No meio da figura 4.23, temos o gráfico de influência que associa o valor dos resíduos aos pesos de alavancagem de cada observação. Notamos 2 GHII muito alavancada: Mrk 1201 nas 3 relações e UM 559 em  $L_{H\beta} - \sigma - W_{H\beta}$ , respectivamente os pontos 24 e 48. Agora temos a dimensão da forte influência dessas duas medidas sobre o ajuste.

<sup>4</sup>Os resíduos estudentizados são calculados dividindo-se os resíduos de uma regressão ( $\hat{e}_i = y_i - \hat{y}_i$ ) pela estimativa de seu desvio padrão  $\hat{\sigma}$ , onde cada desvio padrão calculado exclui o próprio resíduo.  $t_i = \frac{\hat{e}_i}{\hat{\sigma}\sqrt{1-h_{ii}}}$ .  $h_{ii}$  é alavancagem.

<sup>5</sup>A distância de Cook é uma estimativa da influência que cada medida tem sobre a amostra, se uma regressão de mínimos quadrados for realizada sem a medida.



Os outliers que tem alta alavancagem influenciam mais os coeficientes da regressão. Destacamos mais 8 GHII: UM 463, [SC98] 13016-2236, CTS 1013, J103137.27+043422.0, J002339-094848, J094252+354725, J132347-013252 e J142342+225728. Entre os outliers identificados estão duas galáxias com perfil de linha irregular, II ZW 40 e Tol 2019-405, e uma com componente CTS 1013. Nesse caso podem ser boas medidas, mas por apresentarem uma propriedade que as torna diferente do resto da amostra aparecem como outliers.

Outra forma de visualizar a influência geral das medidas foi através da distância de Cook, apresentada no quadro inferior da figura 4.23. Quanto maior o valor da distância, mais influente é a medida. A linha cinza sólida é um limite dado por  $4/n$ , onde  $n$  é o tamanho da amostra, que detecta os valores altamente influentes. Todos os pontos acima dela já haviam sido detectados pelas outras duas análises. Os outliers em comum e mais discrepantes nas 3 relações foram extraídos. Prezando pela uniformidade da análise sobre o fator de calibração dos parâmetros  $O/H$  e  $W_{H\beta}$ , alguns outliers pouco influentes em uma relação foram extraídos por pesarem demais sobre a outra relação. Também houve exemplares detectados como outliers que não foram retirados da amostra, mesmo estando próximos ao limite inferior de  $\pm 1,5$ . O motivo se deu devido à baixa influência da observação sobre a relação.

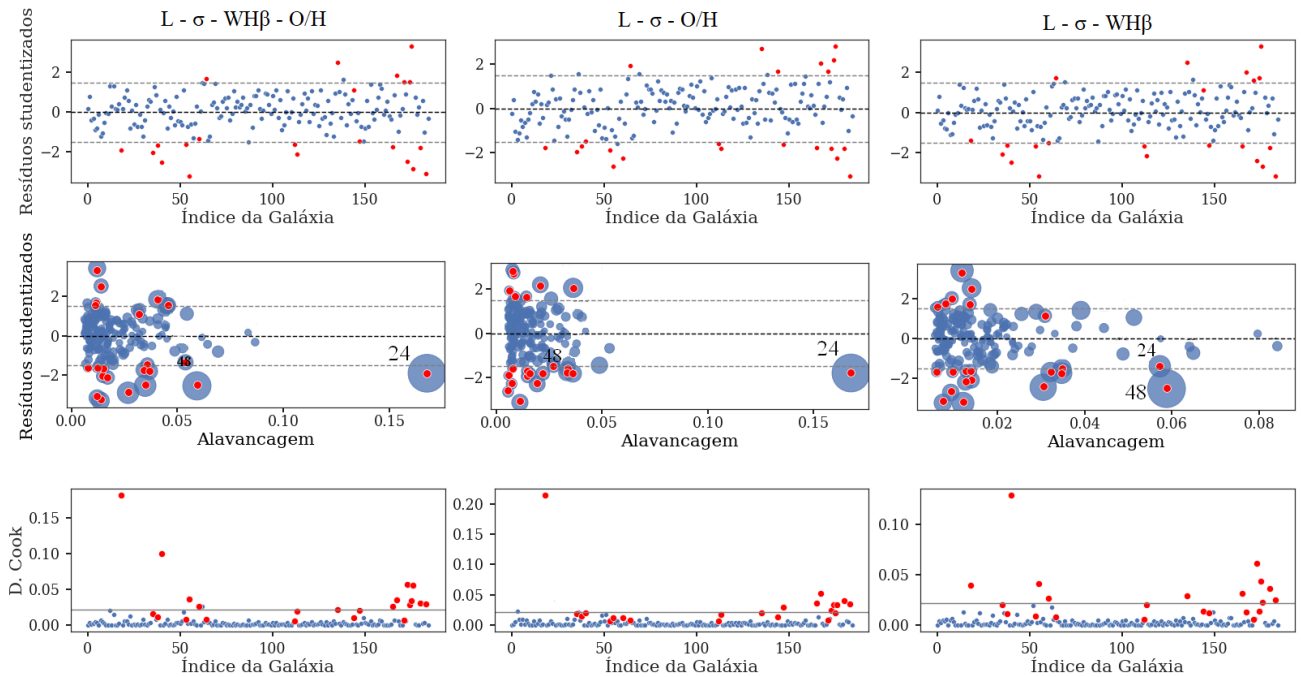


Figura 4.23: Análise de influência nas relações  $L_{H\beta} - \sigma - W_{H\beta} - O/H$ ,  $L_{H\beta} - \sigma - O/H$  e  $L_{H\beta} - \sigma - W_{H\beta}$ . Diagnóstico de influência a partir dos resíduos estudentizados (topo), resíduos x alavancagem (meio) e distância de Cook (base), sobre a amostra de 185 GHII. Os pontos vermelhos são outliers. As linhas tracejadas cinzas são limites de 1,5 do resíduo.



No fim extraímos 22 outliers para formar uma nova amostra de 163 GHII. Essa amostra será usada para uma re-análise dos parâmetros de evolução como candidatos a segundo parâmetro de calibração. A figura 4.24 mostra a distribuição dos parâmetros da amostra sem os outliers e as relações entre eles.

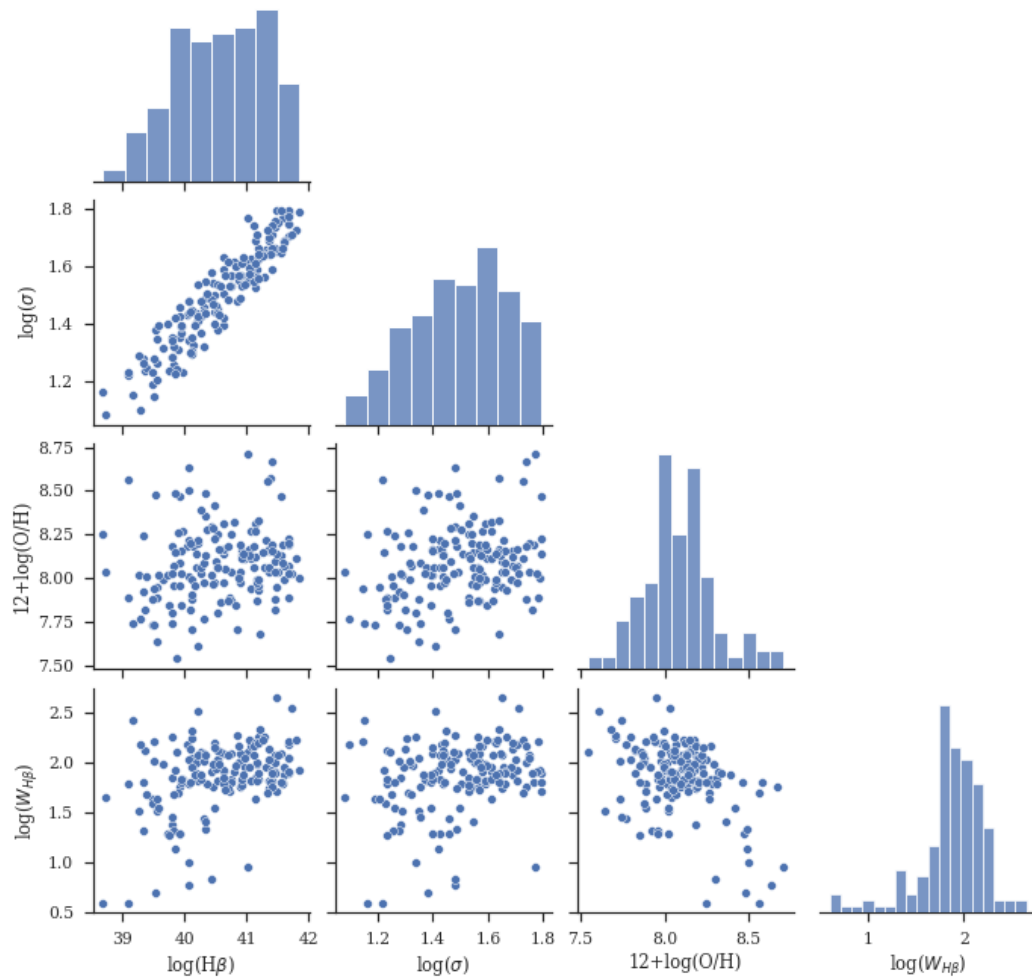


Figura 4.24: Relação entre os parâmetros da amostra sem outliers. Na diagonal está a distribuição das propriedades da nova amostra.

### 4.3.4 Calibração da amostra livre

Essa amostra, livre de outliers, carrega novos índices de correlação (veja matriz de correlação na tabela 4.20 ). A luminosidade e a dispersão de velocidade ficaram mais fortemente correlacionadas com um coeficiente no valor  $r = 0,93$ . Por outro lado, os parâmetros de evolução  $W_{H\beta}$  e O/H diminuem a correlação entre si, ainda que a mantenham moderadamente ( $r = -0,44$ ). A  $L_{H\beta}$  mantém-se fracamente correlacionada com O/H ( $r = 0,17$ ) e mostra aumento em relação a  $W_{H\beta}$ . O mesmo se aplica para a dispersão de velocidade que mantém correlação fraca com os parâmetros de evolução, mas expressa leve aumento em relação a  $W_{H\beta}$  ( $r = 0,25$ ).

Tabela 4.20: Matriz de correlação 163 GHII sem outliers.

	$\log L_{H\beta}$	$\log \sigma$	$12+\log(O/H)$	$\log W_{HB}$
$\log L_{H\beta}$	1,00			
$\log \sigma$	0,93	1,00		
$12+\log(O/H)$	0,17	0,25	1,00	
$\log W_{HB}$	0,40	0,25	-0,44	1,00

A análise de componente principal para essa amostra reflete as novas correlações. No quadro superior da tabela 4.21, temos os resultados da PCA relativo ao indicador de distâncias  $L - \sigma - O/H$ . Podemos observar que a combinação de PCI e PCII é responsável por 98% do espalhamento da relação, onde 30% é dominado fortemente por O/H no PCII. Esse resultado concorda com o observado para a amostra de 185 galáxias. O indicador de distâncias  $L - \sigma - W_{H\beta}$  apresentou alteração, mas no geral também manteve-se em linha com a análise anterior. Em virtude do sutil aumento na correlação dos parâmetros  $L_{H\beta}$  e  $\sigma$  com  $W_{H\beta}$ , a variância explicada pela  $W_{H\beta}$  no PCII reduziu em 2% e sua carga aumentou no PCI. A largura equivalente ainda é responsável por cerca de 27-28% da dispersão e com a  $L_{H\beta}$  e  $\sigma$  ( PCI + PCII) explicam 98% da variância total. Em ambos indicadores a remoção dos outliers elevou a capacidade de os parâmetros explicar a variação total da relação em 2% e naturalmente, isso se refletiu em uma redução na mesma quantidade da dispersão residual ( 4% para 2%). É fato que observações ruins podem comprometer a PCA, porém é possível que da mesma forma como CTS 1013, II ZW 40 e Tol 2019-405, outras galáxias com perfil de linha não gaussiano tenham saído da amostra carregando consigo, o espalhamento típico que conferem a relação. De qualquer forma, ter um conjunto de parâmetros que explica a variância quase em sua totalidade, traz mais solidez a nova amostra.

Tabela 4.21: Análise de componentes principais para a amostra de 163 GHII (sem outliers), nos espaços de parâmetros individuais  $L - \sigma - O/H$  e  $L - \sigma - W$ . Matriz de variância, componentes e autovalores.

	PCI	PCII	PCIII
$\log L_{H\beta}$	-0,67	-0,24	0,70
$\log \sigma$	-0,68	-0,15	-0,71
$12+\log(O/H)$	-0,28	0,96	0,06
% variância	67,34	30,56	2,11
$\log L_{H\beta}$	-0,67	0,18	-0,72
$\log \sigma$	-0,64	0,36	0,68
$\log W_{HB}$	-0,38	-0,92	0,12
% variância	70,8	27,4	1,8

Finalmente construímos novos indicadores de distância aprimorados com os parâmetros de evolução. As expressões dos ajustes bivariados de cada parâmetro são exibidas abaixo, mas podem ser encontradas na tabela 4.22 ao lado da estimativa *rms*. A relação  $L - \sigma$  desse conjunto de dados é perceptivelmente mais estreita do que na amostra anterior, visto que exhibe uma redução de 20% no  $rms = 0,302$ . Essa dispersão será a nova referência de qualidade para examinar a eficiência dos parâmetros de calibração. A equação que descreve o plano  $L - \sigma$  tem a forma linear dada por  $L_{H\beta} \approx \sigma^{4,85}$ .

A abundância química derivou o indicador

$$\log L_{H\beta} = (36,05 \pm 0,29) + (4,89 \pm 0,05) \log \sigma - (0,35 \pm 0,04)[12 + \log O/H], \quad (4.5)$$

cuja dispersão  $\delta_{L_{H\beta}} = 0,291$ . A inclusão da  $O/H$  não conseguiu reduzir o espalhamento da relação  $L - \sigma$ . O resultado foi tão baixo quanto com a outra amostra, refletindo um estreitamento de apenas 4% da dispersão intrínseca.

O parâmetro largura equivalente  $W_{H\beta}$  derivou um indicador de distâncias expresso por,

$$\log L_{H\beta} = (33,62 \pm 0,07) + (4,09 \pm 0,05) \log \sigma + (0,44 \pm 0,02) \log W_{H\beta} \quad (4.6)$$

A dispersão residual é menor em relação à amostra com outliers,  $r = 0,237$ , e representa um estreitamento de 22% em  $L - \sigma$  natural.

Tabela 4.22: Novos indicadores de distância calibrados. Regressão com os parâmetros, para amostra de 163 GHII sem outliers.

parâmetros	Regressão bi-paramétrica (163 galáxias HII - Outliers)	rms
$L-\sigma$	$(33,27 \pm 0,08) + (4,85 \pm 0,05) \log \sigma$	0,302
$L-\sigma-O/H$	$(36,05 \pm 0,29) + (4,89 \pm 0,05) \log \sigma - (0,35 \pm 0,04)[12+\log O/H]$	0,291
$L-\sigma-W_{H\beta}$	$(33,62 \pm 0,07) + (4,09 \pm 0,05) \log \sigma + (0,44 \pm 0,02) \log W_{H\beta}$	0,237

Os indicadores extragalácticos e a relação  $L - \sigma$  natural aparecem na figura 4.25. No caso das relações calibradas o diagrama é formado entre a luminosidade observada e a luminosidade calculada, estimada pela relação bi-paramétrica informada sobre o eixo x. Todos os 3 gráficos exibem os outliers (círculos vermelhos), mas no caso das relações calibradas a posição deles foi calculada posteriormente a regressão. Ao comparar o plano  $L - \sigma$  com o aprimorado por  $W_{H\beta}$  é possível notar que a região de alto brilho de  $L - \sigma - W$  é mais estreita, com galáxias fortemente deslocadas em direção a linha de regressão. A pequena trilha curva na região  $\log L \approx 41$  do diagrama  $L - \sigma$  desaparece. Os gráficos das relações refinadas mostram a visão frontal do plano fundamental no espaço de parâmetros que o descreve. Naturalmente, devido a pouca efetividade no aprimoramento demonstrado pela abundância de oxigênio, o plano  $L - \sigma - O/H$  é mais alargado.

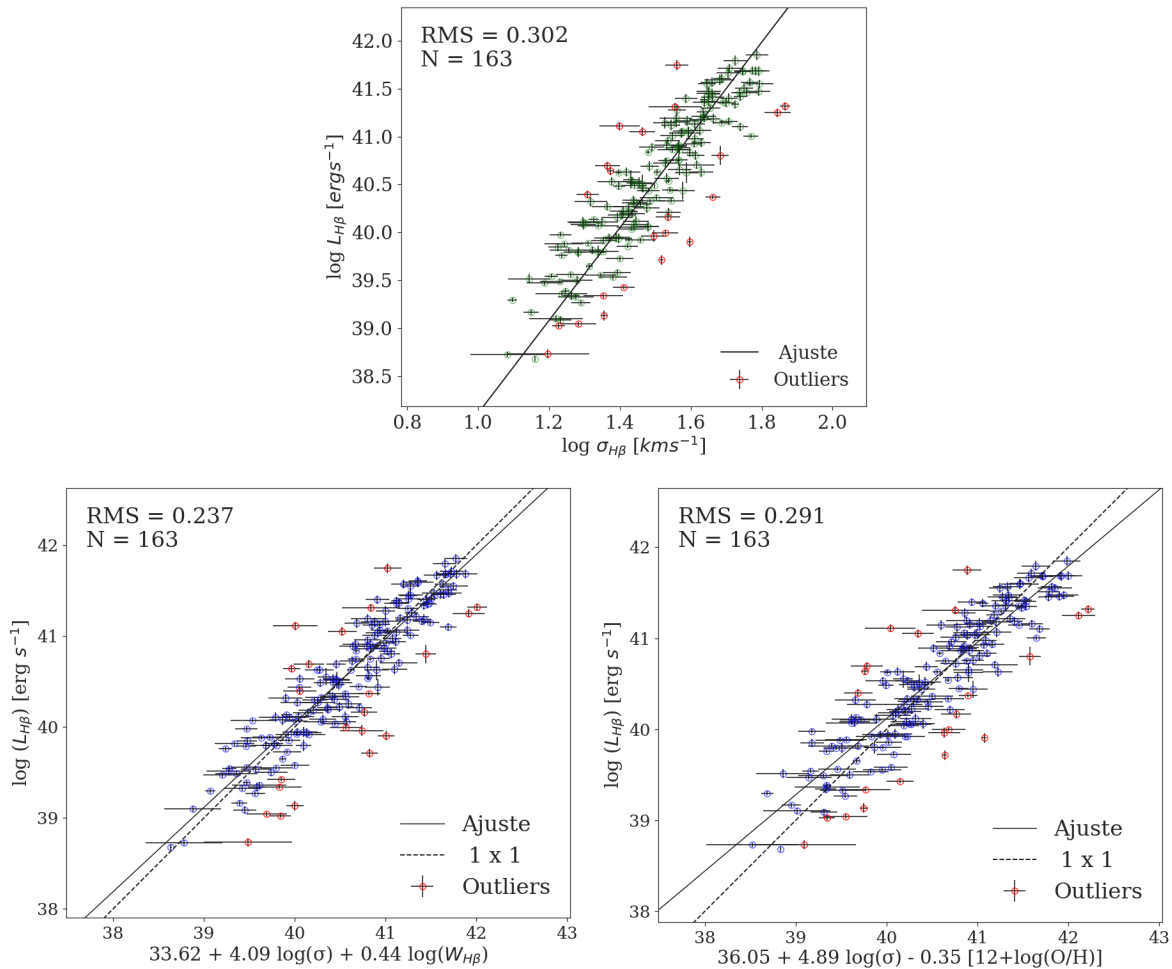


Figura 4.25: Relação  $L - \sigma$  para amostra de 163 GHII calibrada por: largura equivalente  $W_{H\beta}$  (painel esquerdo) e abundância química (painel direito).

Uma redução de 22% na dispersão intrínseca está na faixa dos bons resultados (20 à 25%) alcançados nas tentativas de calibrar a relação empírica com  $W_{H\beta}$ . Entretanto, parte da contribuição da largura equivalente foi suprimida pelas incertezas intrínsecas do

parâmetro. Discutimos o efeito de abertura que surge durante a coleta da luminosidade e as incertezas que ele introduz. Nas fendas largas a luminosidade fica sujeita a distância e ao tamanho das galáxias. O brilho de objetos próximos e estendidos é subestimado, enquanto os compactos na mesma distância podem parecer mais brilhantes. A melhor forma de diminuir esse efeito é incorporar galáxias em distâncias maiores, para além do superaglomerado local. O efeito de abertura também pode acontecer na utilização da fibra durante a coleta do fluxo para as medidas de dispersões de velocidade. Assume-se que a velocidade é isotrópica e que a fibra sobrepõe apenas a região de interesse. Entretanto, mesmo a fibra pode receber a contribuição de mais regiões de formação estelar em galáxias que apresentam multiplicidade de núcleos. O perfil de linha medido é contaminado pela turbulência de starburst subjacentes na linha de visada. Além dos efeitos de abertura a largura equivalente também introduz uma incerteza na relação associada ao contínuo estelar da população mais velha.

A  $W_{H\beta}$  é a razão entre a intensidade da linha  $H\beta$  e o contínuo estelar (equação 3.26). O observável necessita de uma correção que considere o peso da história de formação estelar da galáxia, através da emissão do contínuo das estrelas velhas subjacentes ao aglomerado jovem. Telles and Melnick (2018) tentaram avaliar a contribuição da população velha e deduziram um fator de correção de 1,5 à 2,5. Em alguns casos a  $W_{H\beta}$  observada era metade do valor verdadeiro que teria se houvesse apenas o contínuo estelar jovem envolvido. Essa é a maior fonte de incerteza do parâmetro que o impede de explorar o máximo da capacidade de calibração. Esse problema estabelece a necessidade de trabalhar com critérios de seleção altos para essa classe de galáxias. A busca por galáxias com linhas de emissão mais fortes em relação ao contínuo minimiza a possível contaminação devido a populações de estrelas velhas, e garante a seleção de starburst jovens. Um limite inferior de  $50\text{\AA}$  para largura equivalente é sem dúvida um critério essencial para selecionar uma amostra homogênea de GHII possivelmente com um único starburst.

A nossa amostra carrega galáxias de CH14 selecionadas sob o critério  $W_{H\beta} > 50\text{\AA}$  e galáxias mais flexíveis de BT11 e FE16, variando de  $5\text{\AA}$  à  $200\text{\AA}$  (excluindo outlier UM 559). Na amostra livre de outliers, 31 GHII estão abaixo do critério, sendo 19 exemplares com  $W_{H\beta} < 30\text{\AA}$ . Dividimos nossa amostra pela metade tomando como centro a mediana da distribuição de  $W_{H\beta}$  no valor  $81\text{\AA}$ . Construímos uma relação  $L-\sigma$  para cada subamostra, A e B, que podem ser conferidas na figura 4.26. Cada amostra foi pintada de maneira a destacar como seus integrantes se distribuem para um dado intervalo de  $W_{H\beta}$ . Podemos notar que a relação  $L-\sigma$  para as galáxias das quais a largura equivalente está acima da mediana  $81\text{\AA}$  é consideravelmente mais estreita, cerca de 30% em relação à dispersão da amostra abaixo da mediana. Esse resultado está alinhado ao que foi discutido nesse trabalho.

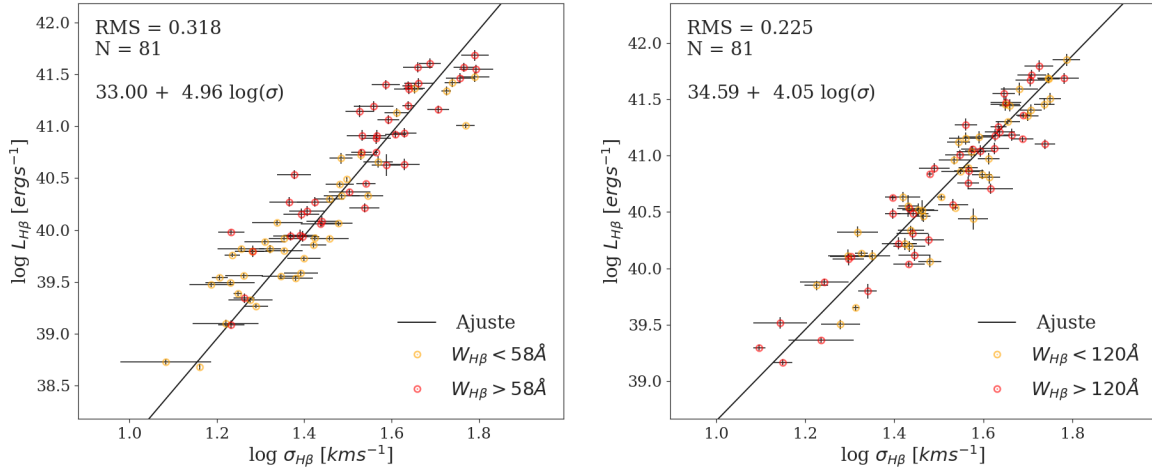


Figura 4.26: Relação empírica para amostras em intervalos diferentes de  $W_{H\beta}$ . Amostra A (esquerda) é composta por galáxias abaixo do limite  $W_{H\beta} < 81\text{\AA}$ . Amostra B (direita) contém apenas galáxias acima do limite. Limite dado pela mediana da amostra 163 GHII.

A subamostra de relação mais estreita, formada por GHII de alta  $W_{H\beta}$ , é possivelmente composta de galáxias com um único starburst jovem. Essas galáxias são responsáveis pela emissão de linhas com perfil gaussiano, conforme foi discutido na seção 4.2.2 e demonstradas como GHII detentoras de relações  $L - \sigma$  mais estreitas. Outro ponto interessante é a forma linear  $L \propto \sigma^{4,05}$  da amostra de starburst jovens, equivalente a  $L - \sigma^4$  para sistemas sob equilíbrio virial (conforme seção 2.3). Nos primeiros milhões de anos da evolução de um starburst, a gravitação será o mecanismo atuante para explicar os movimentos turbulentos no gás. Ou seja, esses starburst jovens estão em equilíbrio virial. Isso significa que  $\sigma$  pode conter informações sobre a massa dinâmica desses sistemas.

# Capítulo 5

## Conclusões

Nesse trabalho, medimos o tamanho físico de 39 GHII a partir de imagens de alta resolução espacial observadas com o telescópio NTT (ESO). Um dos objetivos dessa análise foi avaliarmos a contribuição do raio galáctico se ele for um segundo parâmetro na relação  $L - \sigma$  para as galáxias HII. Outro objetivo foi compararmos nossas medidas de melhor resolução espacial e S/N com as medidas de tamanhos das imagens do SDSS, e estimarmos seus erros associados. Utilizando imagens do contínuo  $H\beta$  da emissão estelar e imagens do contínuo + emissão da linha  $H\beta$  do gás nebular, exploramos as características do raio petrosiano, um parâmetro de tamanho comumente utilizado nos estudos que estimam calibrar a relação  $L - \sigma$ . Identificamos que devido à definição do parâmetro, galáxias com um único núcleo de formação estelar atuante, ou com um núcleo excessivamente brilhante, podem apresentar medidas de tamanho subestimadas. Nesses casos a razão petrosiana converge para o valor fixo muito rápido,  $R_p(r_p) = 0,2$  no caso do SDSS, conferindo a galáxia um tamanho menor. Observamos também que para objetos com morfologia não regular, as bordas ou estruturas alongas são negligenciadas. Naturalmente as propriedades do raio petrosiano são reduzidas para galáxias muito distantes, visto que as fontes parecerão mais compactas e a multiplicidade de núcleos de formação será reduzida aparentemente a uma única fonte de emissão. Isso minimizaria os efeitos sobre o raio global, mas aumentaria as incertezas nas medidas devido à menor resolução espacial, e também perderia a capacidade de separar e medir as estruturas menores da galáxia.

Em nossa primeira hipótese para origem das velocidades supersônicas do gás nebular, observadas através das larguras nas linhas de emissão da série de Balmer, nenhuma das duas propriedades do parâmetro de tamanho conferia grandes problemas. Nos apoiamos à ideia de que as regiões que dominam a maior parte do brilho das GHII também são responsáveis por governar os movimentos turbulentos do gás nebular, de modo que a contribuição das bordas é mínima. Essa questão é importante por desconhecemos a natureza intrínseca da relação empírica e não sabermos o alcance dos sistemas virializados. Se acreditamos que a causa da relação  $L - \sigma$  é de natureza gravitacional, e que o raio pode ser um segundo parâmetro de calibração, a seleção descuidada de um raio que não

atenda os critérios da hipótese não garante que as regiões selecionadas sejam os sistemas em equilíbrio virial.

Ao comparamos as imagens da emissão da linha nebular de  $H\beta$  com as imagens do SDSS na banda u (3551Å), mostramos que a banda u se refere a emissão mais azul do contínuo estelar das galáxias, e não apenas das regiões HII. As regiões de gás nebular são menores. Além disso, devido a pior qualidade das imagens do SDSS, menor S/N em relação as do NTT, os raios calculados do SDSS são maiores. As imagens do NTT possibilitam obter melhores medidas de raio petrosiano. Medidas de raio calculadas nas imagens do contínuo estelar + emissão da linha  $H\beta$  são muito menores do que as derivadas na banda g. A diferença aumenta para galáxias maiores e diminui quando consideramos regiões menores da galáxia, definidas pelo raio angular efetivo  $R_{50}$ .

De posse dos raios das 39 GHII, efetuamos a análise sobre a qualidade do parâmetro de tamanho como segundo parâmetro de calibração da relação empírica  $L - \sigma$ . Nessa primeira atuação partimos da hipótese de que os movimentos supersônicos do gás nas regiões HII, observados através do alargamento das linhas de emissão do H, foram causados porque as pequenas nuvens de gás da região estão em equilíbrio dinâmico descrito pelo modelo de movimentos virializados (seção 2.3). Testamos os raios físicos ( $R_{cont}$ ,  $r_{cont,50}$ ,  $R_{orig}$ ,  $r_{orig,50}$ ), individualmente, para construir um indicador de distâncias calibrado definido como plano fundamental das GHII. Obtivemos 4 planos fundamental, mas podemos reduzi-los a 2 devido à similaridade entre os coeficientes. Os planos são  $L \propto R^{0,39} \sigma^{3,44}$  ( $rms = 0,321$ ) e  $L \propto r_{50}^{0,59} \sigma^{3,31}$  ( $rms = 0,311$ ). O melhor resultado marginal foi promovido por  $r_{50,orig}$ , onde alcançou apenas 7% de redução no espalhamento. Demonstramos também que uma amostra restrita de GHII com perfil de linha gaussiano apresenta relação  $L - \sigma$  mais estreita, cerca de 10% menor em relação a amostra padrão, de modo que, as galáxias com esse perfil de linha são responsáveis pelo estreitamento da correlação. Contudo, mesmo essa amostra puramente gaussiana com dispersão residual do plano fundamental  $L - \sigma - r_{50,orig}$  ( $rms = 0,288$ ) menor, a calibração da amostra restrita só representou 7% de redução na relação  $L - \sigma$  natural dela. Portanto, o parâmetro de tamanho não apresentou nenhuma eficiência na qualidade de redução do espalhamento  $L - \sigma$ . As nossas medidas de raios podem não corresponder as regiões governadas pelos movimentos virializados, a nossa metodologia de medida pode não ser adequada, as imagens podem não ser de qualidade suficiente, ou o raio de fato não representa o segundo parâmetro de calibração da relação.

Além disso, descobrimos uma correlação entre o  $\sigma$  e as distâncias como um possível viés de Malmquist. A correlação  $\sigma - D$  não apresenta perigo a existência da relação empírica, uma vez que o fluxo contribui para o estreitamento da relação. Deste modo, a correlação com a luminosidade não é estritamente uma consequência da distância. Mostramos que a relação entre o raio físico e a distância  $R - \sigma$ , é totalmente dominado pela correlação entre  $D - \sigma$ , e as medidas de raio efetivamente não contribuem em absolutamente nada para a



redução no espalhamento da relação  $L - \sigma - R$ . A pequena redução marginal observada é um artefato devido ao fato da introdução de outro  $D^2$ . Além disso, a utilização do raio com  $\sigma$  na construção de uma relação bi-paramétrica é dificultada devido à multicolinearidade.

Outros parâmetros de calibração podem estar associados a propriedades físicas que influenciam a evolução dos eventos de starburst. No segundo ato nosso objetivo foi testar a sensibilidade da relação a dois parâmetros de evolução: a razão O/H (evolução de longo prazo), para medida de metalicidade, e a largura equivalente  $W_{H\beta}$  (evolução de curto prazo), sendo um indicador de idade dos starburst. O segundo candidato do nosso trabalho, a abundância de oxigênio, está ligado a evolução do starburst devido ao enriquecimento químico decorrente de toda história passada de formação e evolução estelar na galáxia. Não encontramos um bom resultado para O/H, como em [Bordalo and Telles \(2011\)](#). Em nossa amostra combinada (BT11, CH14 e FE16) o melhor resultando, sendo aquele obtido para a amostra excludente de medidas consideradas outliers, foi de apenas 4%. Então, tal como o raio galáctico investigado no primeiro ato, a metalicidade não apresentou qualidade na função de parâmetro de calibração da relação  $L - \sigma$ .

Por fim, o terceiro candidato ao parâmetro de calibração que estudamos, a largura equivalente, promoveu resultados interessantes. Considerando a história de evolução atual dos eventos de starburst como principal influência sobre a luminosidade das GHII, construímos um indicador de distâncias extragalácticas mais preciso utilizando a  $W_{H\beta}$ . O parâmetro de idade dos starbursts demonstrou potencial de redução na dispersão residual de 22%, com um plano fundamental  $L \propto W_{H\beta}^{0,44} \sigma^{4,09}$  de  $\delta_{\log L_{H\beta}} = 0,23$ . Esse resultado pode ser melhorado dado que, a largura equivalente observada pode ainda ser corrigida para considerar o contínuo emitido pelas populações de estrelas velhas subjacentes. Atualmente suspeitamos que eles podem estar subestimados em um fator de até 2,2. Assim, a largura equivalente devidamente corrigida deve representar, mais diretamente, a idade dos eventos de starburst que influencia diretamente na luminosidade das GHII.

Investigamos também o comportamento da relação empírica para as subamostras, formadas a partir da mediana da distribuição de  $W_{H\beta}$ , acima e abaixo de 81Å. A amostra de galáxias com  $W_{H\beta}$  superior à mediana exibe relação 30% mais estreita em comparação a amostra com  $W_{H\beta}$  inferior. Possivelmente a amostra formada por  $W_{H\beta}$  maiores é homogênea, composta por galáxias com um único starburst jovem, e com pouca contaminação do contínuo emitido pela população de estrelas velhas. Esses objetos são comumente associados a emissão de linhas com perfil gaussiano, responsáveis por construir relações mais estreitas, como comentado acima. A ideia de que são starburst jovens é reforçada pela forma linear da relação que apresentam  $L \propto \sigma^{4,05}$ , como é esperado para sistemas jovens com a dinâmica interna governada pela gravitação, indicando que a origem da relação empírica nos primeiros milhões de anos é gravitacional. Esses resultados fortalecem a ideia de que a  $W_{H\beta}$  é um forte candidato a parâmetro de calibração da relação  $L - \sigma$  e deve ser considerado na construção de indicadores de distâncias extragalácticas

mais precisos.

O objetivo central do trabalho foi aprimorar a relação  $L - \sigma$  com a inclusão de um segundo parâmetro. Então, uma perspectiva futura é que os resultados das relações paramétricas calibradas nesse trabalho, em especial com a  $W_{H\beta}$ , possam colaborar para as tentativas de construir indicadores de distâncias cada vez mais precisos. Atualmente o método das supernovas Ia, ainda apresenta resultados na determinação de parâmetros cosmológicos com barras de erro menores do que os providos com o método  $L - \sigma$ . O aprimoramento do método  $L - \sigma$  pode colaborar com o método das SNIa, dado que são estimadores de distâncias independentes, com incertezas sistemáticas independentes. Uma das vantagens das GHII é a abundância de exemplares que é possível encontrar, utilizando os critérios de seleção para essa classe de objetos, nos levantamentos de dados que crescem todos os anos. [González-Morán et al. \(2019\)](#) recentemente já aplicaram a relação  $L - \sigma$  das galáxias HII, ancoradas pelas regiões HII gigantes locais com distâncias determinadas por estrelas Cefeidas, como um método alternativo para determinar parâmetros cosmológicos, como constante de Hubble, a densidade de matéria ( $\Omega_m$ ) e o parâmetro da equação de estado da energia escura ( $\omega_0$ ). Os resultados foram promissores e podem ser ainda melhores futuramente, quando houver determinações mais precisas da idade das regiões de formação estelar para a constituição do plano fundamental  $L - \sigma - W_{H\beta}$ .

## Referências Bibliográficas

- M. Aaronson, J. Huchra, J. R. Mould, R. B. Tully, J. R. Fisher, H. van Woerden, W. M. Goss, P. Chamaraux, U. Mebold, B. Siegman, G. Berriman, and S. E. Persson. A catalog of infrared magnitudes and HI velocity widths for nearby galaxies. *Astrophys. J. Suppl.*, 50:241–262, Nov. 1982. doi: 10.1086/190827.
- C. Allende Prieto, D. L. Lambert, and M. Asplund. The Forbidden Abundance of Oxygen in the Sun. *Astrophys. J. Lett.*, 556(1):L63–L66, July 2001. doi: 10.1086/322874.
- M. Asplund, N. Grevesse, A. J. Sauval, and P. Scott. The Chemical Composition of the Sun. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 47(1):481–522, Sept. 2009. doi: 10.1146/annurev.astro.46.060407.145222.
- J. A. Baldwin, M. M. Phillips, and R. Terlevich. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 93: 5–19, Feb. 1981.
- E. F. Bell, C. M. Baugh, S. Cole, C. S. Frenk, and C. G. Lacey. The properties of spiral galaxies: confronting hierarchical galaxy formation models with observations. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 343(2):367–384, Aug. 2003. doi: 10.1046/j.1365-8711.2003.06673.x.
- E. Bertin and S. Arnouts. SExtractor: Software for source extraction. *Astron. Astrophys. Suppl.*, 117:393–404, June 1996. doi: 10.1051/aas:1996164.
- M. Betoule, R. Kessler, J. Guy, J. Mosser, D. Hardin, R. Biswas, P. Astier, P. El-Hage, M. König, S. Kuhlmann, J. Mairiner, R. Pain, N. Regnault, C. Balland, B. A. Bassett, P. J. Brown, H. Campbell, R. G. Carlberg, F. Cellier-Holzem, D. Cinabro, A. Conley, C. B. D’Andrea, D. L. DePoy, M. Doi, R. S. Ellis, S. Fabbro, A. V. Filippenko, R. J. Foley, J. A. Frieman, D. Fouchez, L. Galbany, A. Goobar, R. R. Gupta, G. J. Hill, R. Hlozek, C. J. Hogan, I. M. Hook, D. A. Howell, S. W. Jha, L. Le Guillou, G. Leloudas, C. Lidman, J. L. Marshall, A. Möller, A. M. Mourão, J. Neveu, R. Nichol, M. D. Olmstead,

- N. Palanque-Delabrouille, S. Perlmutter, J. L. Prieto, C. J. Pritchett, M. Richmond, A. G. Riess, V. Ruhlmann-Kleider, M. Sako, K. Schahmaneche, D. P. Schneider, M. Smith, J. Sollerman, M. Sullivan, N. A. Walton, and C. J. Wheeler. Improved cosmological constraints from a joint analysis of the SDSS-II and SNLS supernova samples. *Astron. Astrophys.*, 568:A22, Aug. 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201423413.
- M. R. Blanton, J. Dalcanton, D. Eisenstein, J. Loveday, M. A. Strauss, M. SubbaRao, D. H. Weinberg, J. Anderson, John E., J. Annis, N. A. Bahcall, M. Bernardi, J. Brinkmann, R. J. Brunner, S. Burles, L. Carey, F. J. Castander, A. J. Connolly, I. Csabai, M. Doi, D. Finkbeiner, S. Friedman, J. A. Frieman, M. Fukugita, J. E. Gunn, G. S. Hennessy, R. B. Hindsley, D. W. Hogg, T. Ichikawa, Ž. Ivezić, S. Kent, G. R. Knapp, D. Q. Lamb, R. F. Leger, D. C. Long, R. H. Lupton, T. A. McKay, A. Meiksin, A. Merelli, J. A. Munn, V. Narayanan, M. Newcomb, R. C. Nichol, S. Okamura, R. Owen, J. R. Pier, A. Pope, M. Postman, T. Quinn, C. M. Rockosi, D. J. Schlegel, D. P. Schneider, K. Shimasaku, W. A. Siegmund, S. Smee, Y. Snir, C. Stoughton, C. Stubbs, A. S. Szalay, G. P. Szokoly, A. R. Thakar, C. Tremonti, D. L. Tucker, A. Uomoto, D. Vanden Berk, M. S. Vogeley, P. Waddell, B. Yanny, N. Yasuda, and D. G. York. The Luminosity Function of Galaxies in SDSS Commissioning Data. *Astron. J.*, 121(5): 2358–2380, May 2001. doi: 10.1086/320405.
- V. Bordalo and E. Telles. The  $l$ - $\sigma$  relation of local h ii galaxies. *apj*, 735:52, jul 2011. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2011ApJ...735...52B>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- V. Bordalo, H. Plana, and E. Telles. The internal kinematics of the h ii galaxy ii zw 40. *apj*, 696:1668–1682, may 2009. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2009ApJ...696.1668B>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- P. Brosche. The Manifold of Galaxies. Galaxies with known Dynamical Parameters. *Astron. Astrophys.*, 23:259–268, Mar. 1973.
- L. M. Cairos, N. Caon, P. Papaderos, K. Noeske, J. M. Vílchez, B. García Lorenzo, and C. Muñoz-Tunón. Deep near-infrared mapping of young and old stars in blue compact dwarf galaxies. *apj*, 593:312–332, aug 2003. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2003ApJ...593..312C>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.

- V. Calvi, M. Stiavelli, L. Bradley, A. Pizzella, and S. Kim. The Effect of Surface Brightness Dimming in the Selection of High- $z$  Galaxies. *Astrophys. J.*, 796(2): 102, Dec. 2014. doi: 10.1088/0004-637X/796/2/102.
- J. Castor, R. McCray, and R. Weaver. Interstellar bubbles. *Astrophys. J. Lett.*, 200: L107–L110, Sept. 1975. doi: 10.1086/181908.
- R. Chavez, R. Terlevich, E. Terlevich, F. Bresolin, J. Melnick, M. Plionis, and S. Basilakos. The  $1\text{-}\sigma$  relation for massive bursts of star formation. *mnras*, 442:3565–3597, aug 2014. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2014MNRAS.442.3565C>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- Y.-H. Chu and J. Kennicutt, Robert C. Kinematic Structure of the 30 Doradus Giant H II Region. *Astrophys. J.*, 425:720, Apr. 1994. doi: 10.1086/174017.
- S. Courteau and S. van den Bergh. The Solar Motion Relative to the Local Group. *Astron. J.*, 118(1):337–345, July 1999. doi: 10.1086/300942.
- H. M. Courtois and R. B. Tully. Cosmicflows-2: Type Ia Supernova Calibration and  $H_0$ . *Astrophys. J.*, 749(2):174, Apr. 2012. doi: 10.1088/0004-637X/749/2/174.
- H. M. Courtois, R. B. Tully, J. R. Fisher, N. Bonhomme, M. Zavodny, and A. Barnes. The Extragalactic Distance Database: All Digital H I Profile Catalog. *Astron. J.*, 138(6):1938–1956, Dec. 2009. doi: 10.1088/0004-6256/138/6/1938.
- S. Djorgovski and M. Davis. Fundamental properties of elliptical galaxies. *apj*, 313:59–68, feb 1987. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1987ApJ...313..59D>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- A. Dressler, D. Lynden-Bell, D. Burstein, R. L. Davies, S. M. Faber, R. Terlevich, and G. Wegner. Spectroscopy and photometry of elliptical galaxies. i - a new distance estimator. *apj*, 313:42–58, feb 1987. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1987ApJ...313...42D>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- J. E. Dyson. The velocity dispersion in giant extragalactic H II regions. *Astron. Astrophys.*, 73(1-2):132–136, Mar. 1979.
- I. M. H. Etherington. On the definition of distance in general relativity. *Philosophical Magazine*, 15:761, Jan 1933. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1933PMag...15..761E>.
- S. M. Faber and R. E. Jackson. Velocity dispersions and mass-to-light ratios for elliptical galaxies. *apj*, 204:668–683, mar 1976. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/>

- [abs/1976ApJ...204..668F](#). Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- E. D. Feigelson and G. J. Babu. Linear Regression in Astronomy. II. *Astrophys. J.*, 397: 55, Sept. 1992. doi: 10.1086/171766.
- D. J. Fixsen, E. S. Cheng, J. M. Gales, J. C. Mather, R. A. Shafer, and E. L. Wright. The Cosmic Microwave Background Spectrum from the Full COBE FIRAS Data Set. *Astrophys. J.*, 473:576, Dec. 1996. doi: 10.1086/178173.
- D. Foreman-Mackey, D. W. Hogg, D. Lang, and J. Goodman. emcee: The MCMC Hammer. *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 125(925):306, Mar. 2013. doi: 10.1086/670067.
- M. T. García-Díaz, W. J. Henney, J. A. Lpez, and T. Doi. Velocity structure in the orion nebula. ii. emission line atlas of partially ionized to fully ionized gas. *rmxaa*, 44: 181–212, apr 2008. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2008RMxAA..44..181G>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- A. L. González-Morán, E. Telles, R. Chávez, R. Terlevich, E. Terlevich, F. Bresolin, D. Fernández-Arenas, M. Plionis, S. Basilakos, and J. Melnick. Independent cosmological constraints from high- $z$  H II galaxies. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 487(4):4669–4694, Aug. 2019. doi: 10.1093/mnras/stz1577.
- A. L. González-Morán, R. Chávez, E. Terlevich, R. Terlevich, D. Fernández-Arenas, F. Bresolin, M. Plionis, J. Melnick, S. Basilakos, and E. Telles. Independent cosmological constraints from high- $z$  H II galaxies: new results from VLT-KMOS data. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 505(1):1441–1457, July 2021. doi: 10.1093/mnras/stab1385.
- G. Haro. Observational programs and some results obtained with the Tonantzintla Schmidt camera. *Mitteilungen der Astronomischen Gesellschaft Hamburg*, 7: 60, Jan. 1956a.
- G. Haro. Nota preliminar sobre Galaxias Azules con Líneas de EmisiónNota preliminar sobre Galaxias Azules con Líneas de EmisiónPreliminary Note on Blue Galaxies with emission lines. *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 2: 8–18, June 1956b.
- H. H. Hippelein. Turbulent gas motions in giant HII regions. II. The luminosity-velocity dispersion relation. *Astron. Astrophys.*, 160:374–384, May 1986.
- E. Hubble. A relation between distance and radial velocity among extra-galactic nebulae. *Proc. Nat. Acad. Sci.*, 15:168–173, 1929. doi: 10.1073/pnas.15.3.168.

- Y. I. Izotov, N. G. Guseva, and T. X. Thuan. Green Pea Galaxies and Cohorts: Luminous Compact Emission-line Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *Astrophys. J.*, 728(2):161, Feb. 2011. doi: 10.1088/0004-637X/728/2/161.
- Y. I. Izotov, I. Orlitová, D. Schaerer, T. X. Thuan, A. Verhamme, N. G. Guseva, and G. Worseck. Eight per cent leakage of Lyman continuum photons from a compact, star-forming dwarf galaxy. *Nature*, 529(7585):178–180, Jan. 2016. doi: 10.1038/nature16456.
- C. Kehrig, E. Telles, and F. Cuisinier. Spectrophotometry of star-forming regions in hii galaxies. *The Astronomical Journal*, 128(3):1141–1151, sep 2004. URL <https://doi.org/10.1086%2F422922>.
- L. J. Kewley, M. A. Dopita, R. S. Sutherland, C. A. Heisler, and J. Trevena. Theoretical Modeling of Starburst Galaxies. *Astrophys. J.*, 556(1):121–140, July 2001.
- P. Lagos, E. Telles, and J. Melnick. Narrow-band  $h\beta$  images of star-formation regions in hii galaxies. *aap*, 476:89–96, dec 2007. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2007A%26A...476...89L>.
- P. Lagos, E. Telles, A. Nigoche-Netro, and E. R. Carrasco. Star cluster complexes and the host galaxy in three h ii galaxies: Mrk 36, um 408, and um 461. *aj*, 142:162, nov 2011. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2011AJ...142...162L>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- J. Lequeux, M. Peimbert, J. F. Rayo, A. Serrano, and S. Torres-Peimbert. Reprint of 1979A&A....80..155L. Chemical composition and evolution of irregular and blue compact galaxies. *Astron. Astrophys.*, 500:145–156, Dec. 1979.
- N. U. Mayall. Haro’s Emission Object in Coma. *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 63(375):294, Dec. 1951. doi: 10.1086/126400.
- J. Melnick. Velocity dispersions in giant H II regions: relation with their linear diameters. *Astrophys. J.*, 213:15–17, Apr. 1977. doi: 10.1086/155122.
- J. Melnick, M. Moles, R. Terlevich, and J.-M. Garcia-Pelayo. Giant h ii regions as distance indicators. i - relations between global parameters for the local calibrators. *mnras*, 226:849–866, jun 1987. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1987MNRAS.226..849M>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- J. Melnick, R. Terlevich, and M. Moles. Giant H II regions as distance indicators- II. Application to H II galaxies and the value of the Hubble constant. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 235:297–313, Nov. 1988. doi: 10.1093/mnras/235.1.297.

- J. Melnick, G. Tenorio-Tagle, and R. Terlevich. Supersonic gas motion in giant extragalactic HII regions. *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 302(4):677–683, Feb. 1999. doi: 10.1046/j.1365-8711.1999.02114.x.
- J. Melnick, G. Tenorio-Tagle, and E. Telles. Supersonic turbulence in Giant HII Regions: clues from 30 Doradus. *arXiv e-prints*, art. arXiv:1912.03543, Dec. 2019.
- D. E. Osterbrock. Book-review - astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei. *skytel*, 78:491, Nov 1989. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1989S&T....78..491O>.
- B. E. J. Pagel, E. A. Simonson, R. J. Terlevich, and M. G. Edmunds. The primordial helium abundance from observations of extragalactic HII regions. *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 255:325–345, Mar. 1992. doi: 10.1093/mnras/255.2.325.
- P. Papaderos, H. H. Loose, K. J. Fricke, and T. Thuan. Optical structure and star formation in blue compact dwarf galaxies. ii. relations between photometric components and evolutionary implications. *aap*, 314:59–72, oct 1996. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1996A%26A...314...59P>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- V. Petrosian. Surface brightness and evolution of galaxies. *apjl*, 209:L1–L5, oct 1976. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1976ApJ...209L...1P>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- J. Puls, J. S. Vink, and F. Najarro. Mass loss from hot massive stars. *Astron. Astrophys. Rev.*, 16(3-4):209–325, Dec. 2008. doi: 10.1007/s00159-008-0015-8.
- V. Rodriguez-Gomez, G. F. Snyder, J. M. Lotz, D. Nelson, A. Pillepich, V. Springel, S. Genel, R. Weinberger, S. Tacchella, R. Pakmor, P. Torrey, F. Marinacci, M. Vogelsberger, L. Hernquist, and D. A. Thilker. The optical morphologies of galaxies in the IllustrisTNG simulation: a comparison to Pan-STARRS observations. *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 483(3):4140–4159, Mar. 2019. doi: 10.1093/mnras/sty3345.
- W. L. W. Sargent and L. Searle. Isolated extragalactic h ii regions. *apjl*, 162:L155, dec 1970. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1970ApJ...162L.155S>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- L. Searle and W. L. W. Sargent. Inferences from the composition of two dwarf blue galaxies. *apj*, 173:25, apr 1972. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1972ApJ...173...25S>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.



- N. Smith. Mass Loss: Its Effect on the Evolution and Fate of High-Mass Stars. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 52:487–528, Aug. 2014. doi: 10.1146/annurev-astro-081913-040025.
- J. G. Sorce, H. M. Courtois, R. B. Tully, M. Seibert, V. Scowcroft, W. L. Freedman, B. F. Madore, S. E. Persson, A. Monson, and J. Rigby. Calibration of the Mid-infrared Tully-Fisher Relation. *Astrophys. J.*, 765(2):94, Mar. 2013. doi: 10.1088/0004-637X/765/2/94.
- G. Stasińska. A grid of model HII regions for extragalactic studies. *Astron. Astrophys. Suppl.*, 83:501, June 1990.
- G. Stasińska and C. Leitherer. H II Galaxies versus Photoionization Models for Evolving Starbursts. *Astrophys. J. Suppl.*, 107:661, Dec. 1996. doi: 10.1086/192377.
- E. Telles and J. Melnick. Stellar populations of HII galaxies. A tale of three bursts. *Astron. Astrophys.*, 615:A55, July 2018. doi: 10.1051/0004-6361/201732275.
- E. Telles and R. Terlevich. Parametric relations of h ii galaxies. *apss*, 205:49–55, jul 1993. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1993Ap%26SS.205...49T>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- E. Telles, J. Melnick, and R. Terlevich. The morphology of h ii galaxies. *mnras*, 288: 78–107, jun 1997. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1997MNRAS.288...78T>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- E. Telles, C. Munoz-Tunón, and G. Tenorio-Tagle. High-resolution spectroscopy of h ii galaxies: Structure and supersonic line widths. *apj*, 548:671–680, feb 2001. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2001ApJ...548..671T>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- E. Telles, T. X. Thuan, Y. I. Izotov, and E. R. Carrasco. A Gemini/GMOS study of the physical conditions and kinematics of the blue compact dwarf galaxy Mrk 996. *Astron. Astrophys.*, 561:A64, Jan. 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201219270.
- G. Tenorio-Tagle, C. Munoz-Tunon, and D. P. Cox. On the formation of spheroidal stellar systems and the nature of supersonic turbulence in star-forming regions. *apj*, 418:767, dec 1993. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1993ApJ...418..767T>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- R. Terlevich and J. Melnick. The dynamics and chemical composition of giant extragalactic h ii regions. *mnras*, 195:839–851, jun 1981. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1981MNRAS.195..839T>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.

- J. P. Terlouw and M. G. R. Vogelaar. *Kapteyn Package, version 2.3b3*. Kapteyn Astronomical Institute, Groningen, Dec. 2014. Available from <http://www.astro.rug.nl/software/kapteyn/>.
- A. Torres-Campos, E. Terlevich, D. Rosa-González, R. Terlevich, E. Telles, and A. I. Díaz. Optical/Near-IR spatially resolved study of the H II galaxy Tol 02. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 471(3):2829–2847, Nov. 2017. doi: 10.1093/mnras/stx1760.
- R. B. Tully and J. R. Fisher. A new method of determining distances to galaxies. *aap*, 54:661–673, feb 1977. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1977A%26A...54..661T>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- J. S. Ulvestad, K. E. Johnson, and S. G. Neff. A VLBI Search for Radio Supernovae in Wolf-Rayet Galaxies. *Astron. J.*, 133(5):1868–1873, May 2007. doi: 10.1086/512190.
- W. D. Vacca and P. S. Conti. Optical Spectrophotometry of Wolf-Rayet Galaxies. *Astrophys. J.*, 401:543, Dec. 1992. doi: 10.1086/172085.
- J. Vanderplas, A. Connolly, Ž. Ivezić, and A. Gray. Introduction to astroml: Machine learning for astrophysics. In *Conference on Intelligent Data Understanding (CIDU)*, pages 47–54, oct. 2012.
- L. Vanzì, G. H. Rieke, C. L. Martin, and J. C. Shields. The History of Star Formation in II ZW 40. *Astrophys. J.*, 466:150, July 1996. doi: 10.1086/177499.
- A. E. Whitford. The law of interstellar reddening. *aj*, 63:201–207, may 1958. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1958AJ.....63..201W>. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System.
- L. Yao, T. A. Bell, S. Viti, J. A. Yates, and E. R. Seaquist. Starburst Models for Far-Infrared/Submillimeter/Millimeter Line Emission. I. An Expanding Supershell Surrounding a Massive Star Cluster. *Astrophys. J.*, 636(2):881–890, Jan. 2006. doi: 10.1086/498144.
- N. Yasuda, M. Fukugita, V. K. Narayanan, R. H. Lupton, I. Strateva, M. A. Strauss, Ž. Ivezić, R. S. J. Kim, D. W. Hogg, D. H. Weinberg, K. Shimasaku, J. Loveday, J. Annis, N. A. Bahcall, M. Blanton, J. Brinkmann, R. J. Brunner, A. J. Connolly, I. Csabai, M. Doi, M. Hamabe, S.-I. Ichikawa, T. Ichikawa, D. E. Johnston, G. R. Knapp, P. Z. Kunszt, D. Q. Lamb, T. A. McKay, J. A. Munn, R. C. Nichol, S. Okamura, D. P. Schneider, G. P. Szokoly, M. S. Vogeley, M. Watanabe, and D. G. York. Galaxy Number Counts from the Sloan Digital

Sky Survey Commissioning Data. *Astron. J.*, 122(3):1104–1124, Sept. 2001.  
doi: 10.1086/322093.

I. F. Zwicky. Compact Galaxies and Compact Parts of Galaxies. *Astrophys. J.*, 140:  
1467, Nov. 1964. doi: 10.1086/148051.

# Apêndice A

## Galáxias da amostra padrão

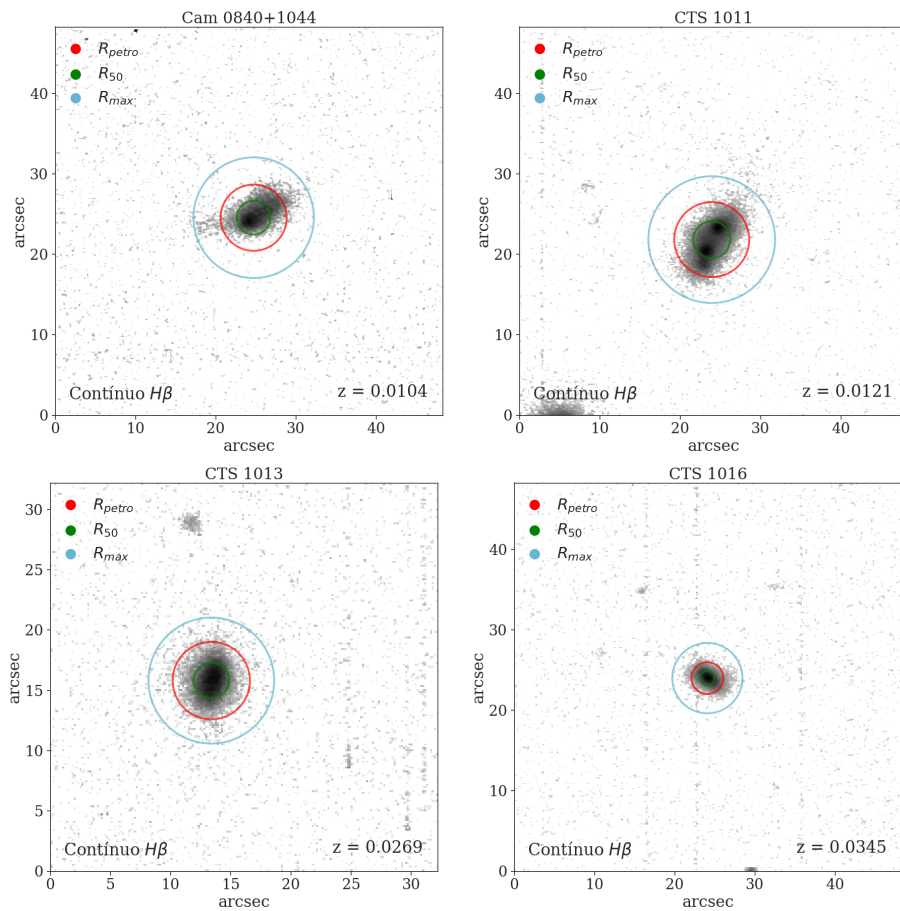


Figura A.1: Imagens das galáxias referente a emissão do contínuo  $H\beta$ . Raios observáveis:  $R_{petro}$  raio petrosiano com fluxo total,  $R_{50}$  raio efetivo e  $R_{max}$  abertura circular para o tamanho máximo da galáxia.

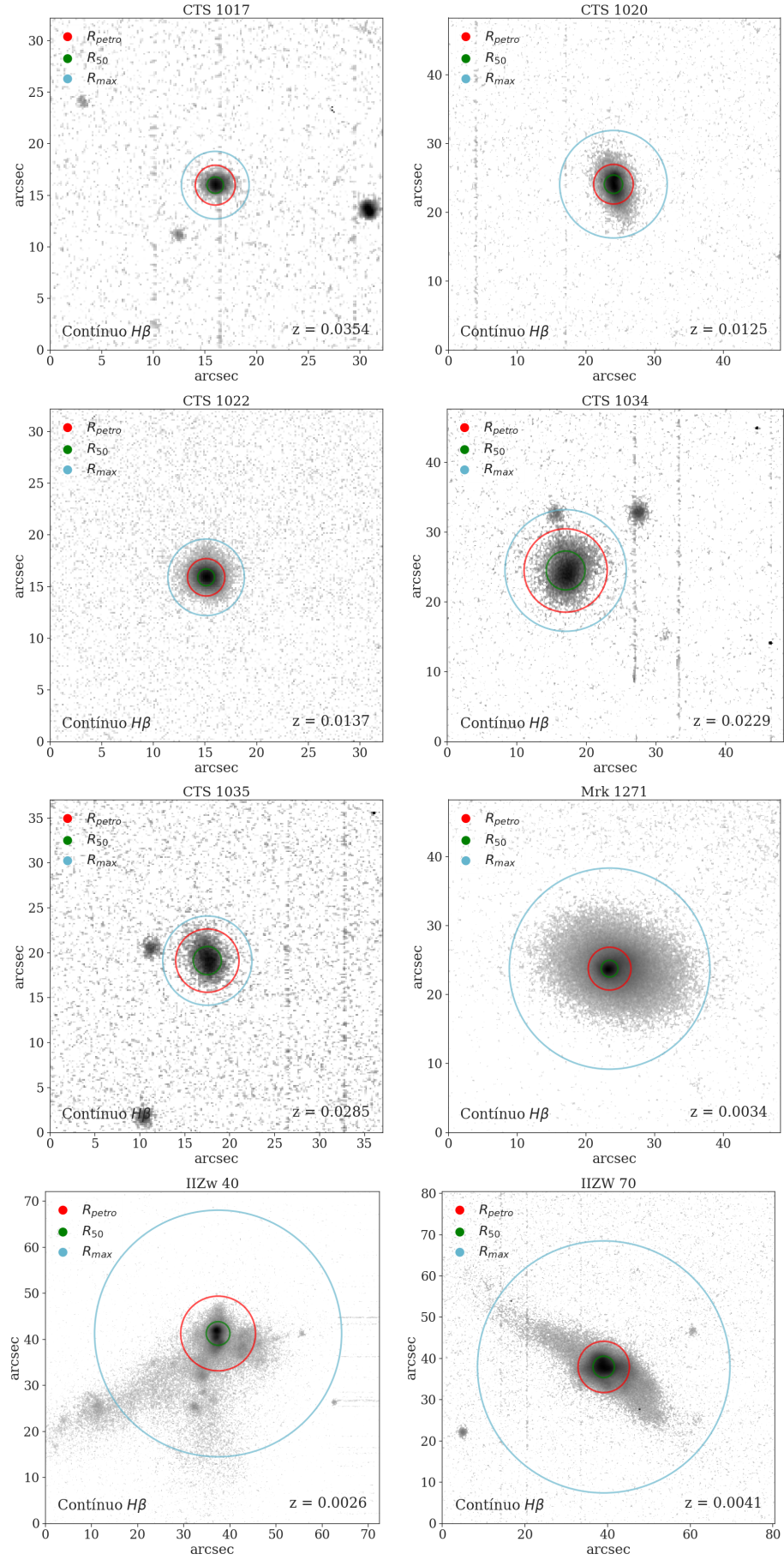


Figura A.1: Continua.

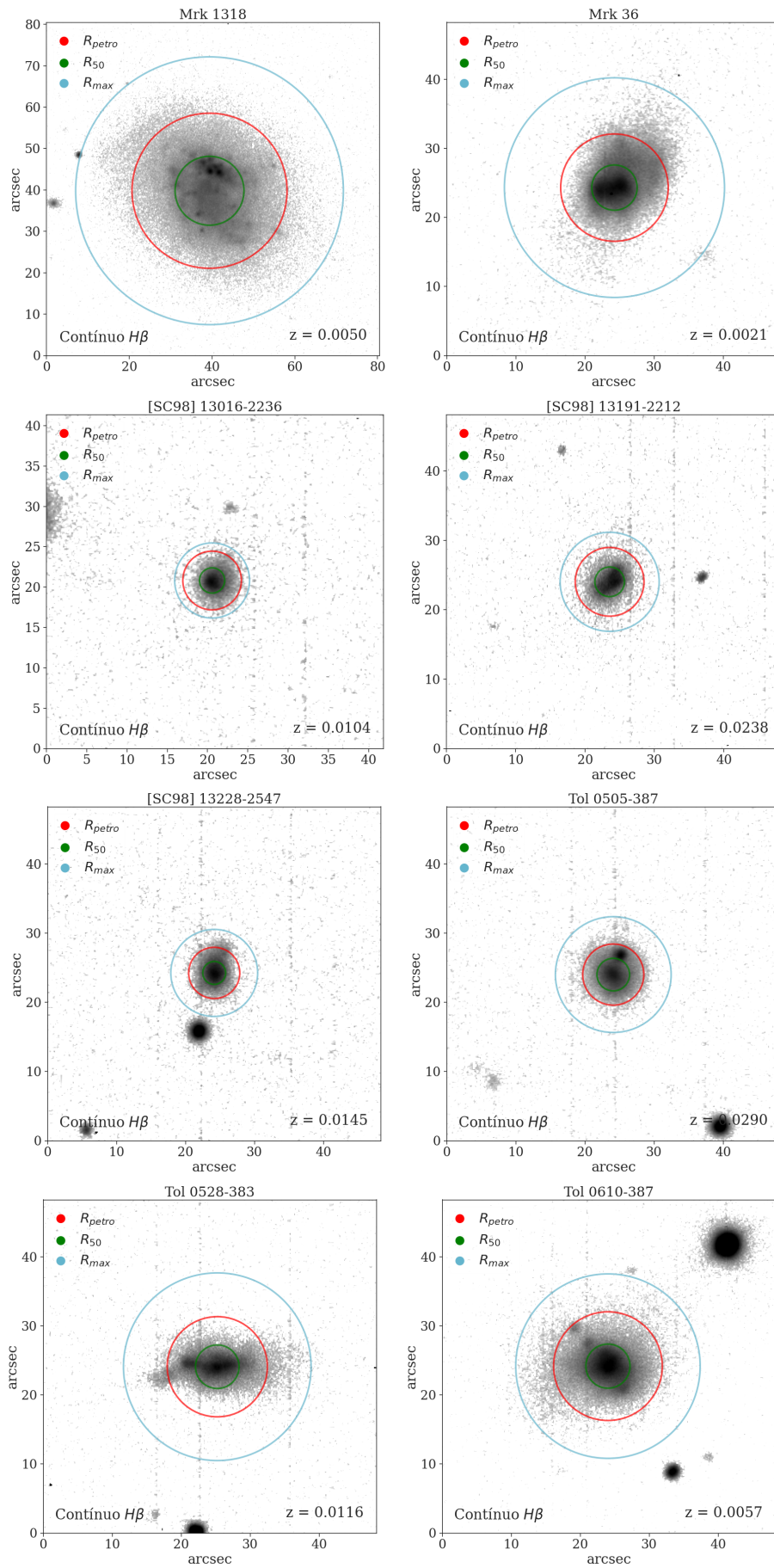


Figura A.1: Continua.



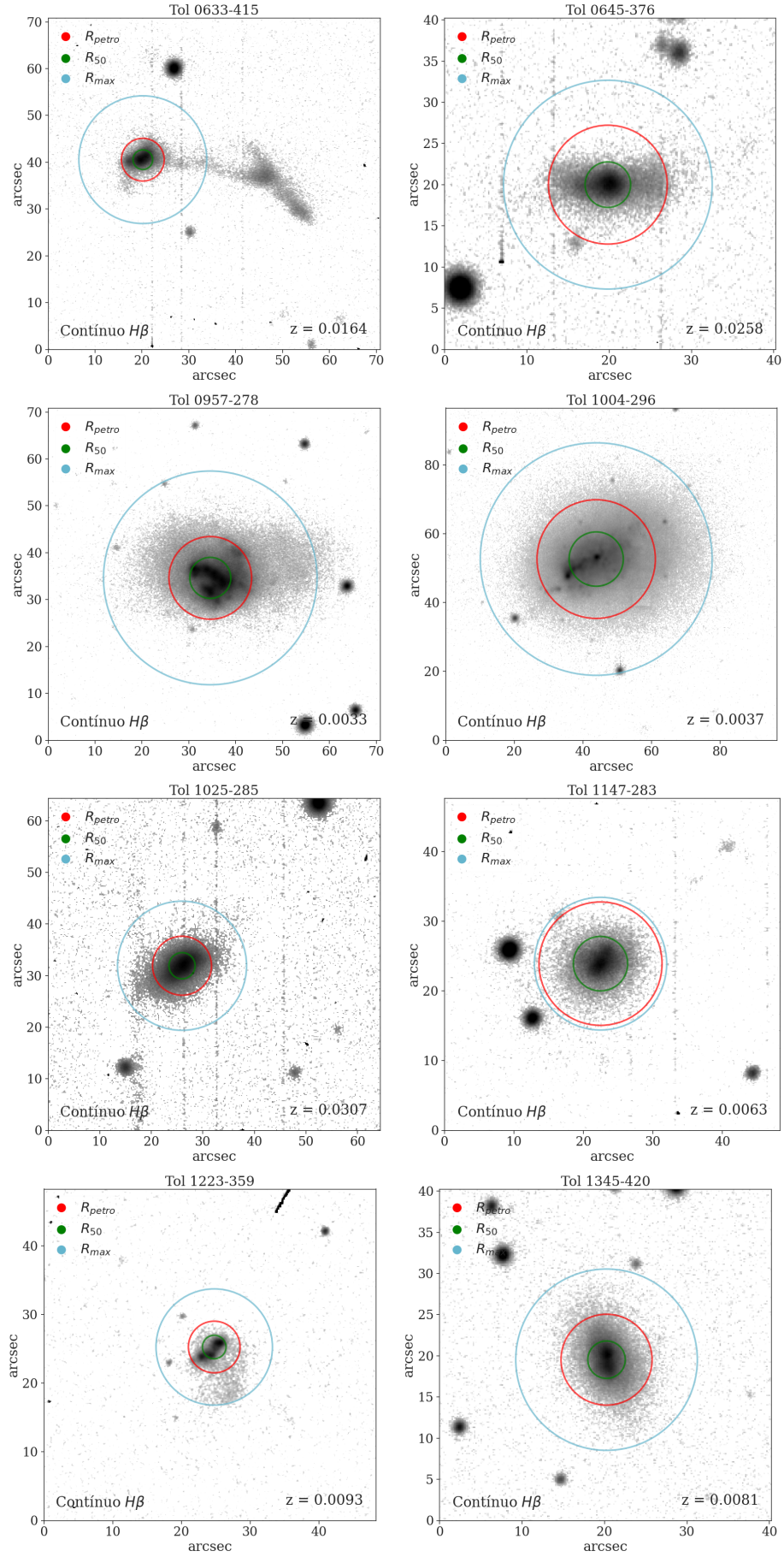


Figura A.1: Continua.

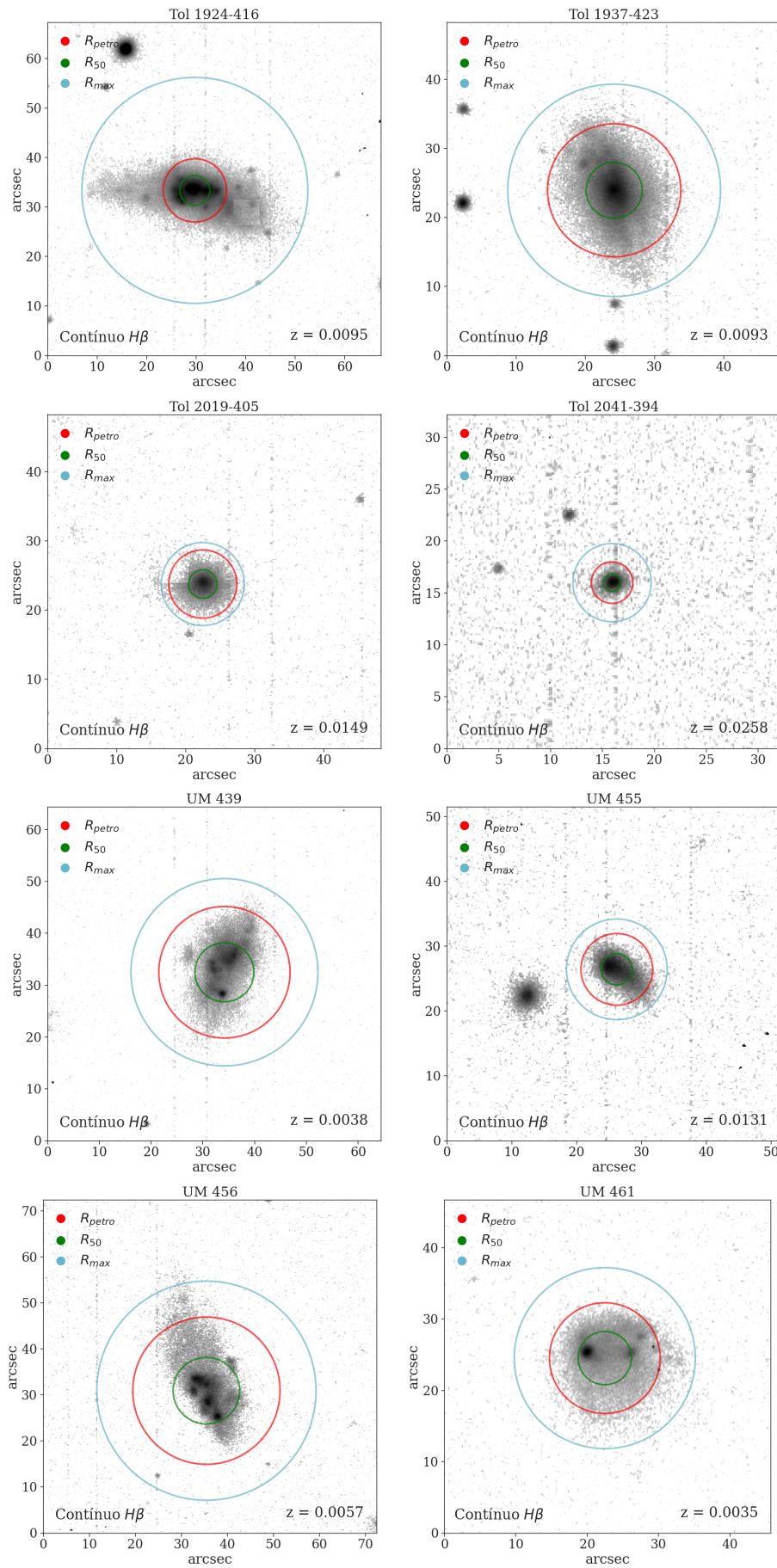


Figura A.1: Continua.



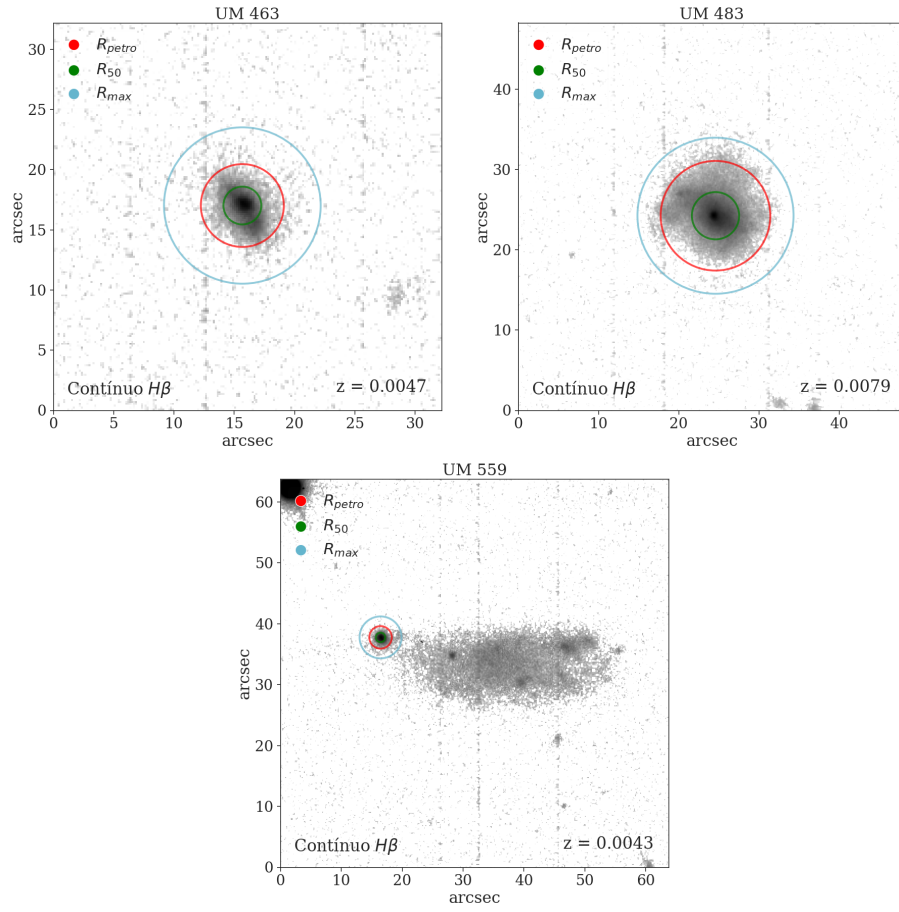


Figura A.1: Continua.

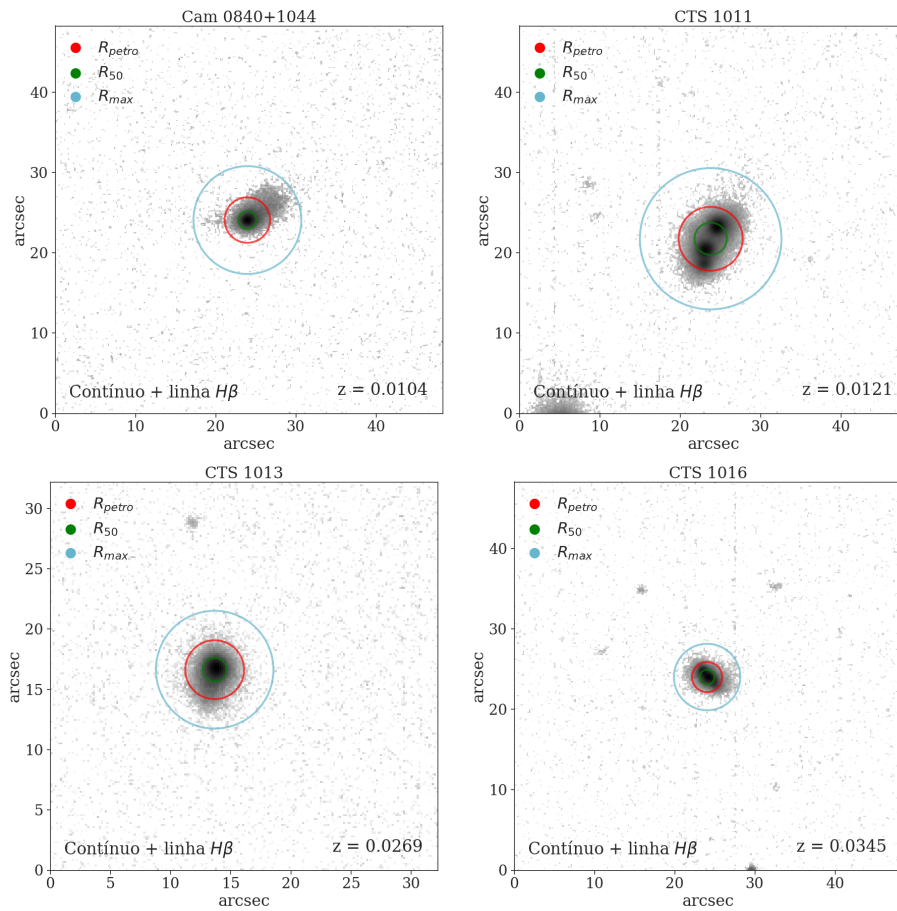


Figura A.2: Imagens das galáxias referente a emissão do contínuo + linha  $H\beta$ . Raios observáveis:  $R_{petro}$  raio petrosiano com fluxo total,  $R_{50}$  raio efetivo e  $R_{max}$  abertura circular para o tamanho máximo da galáxia.

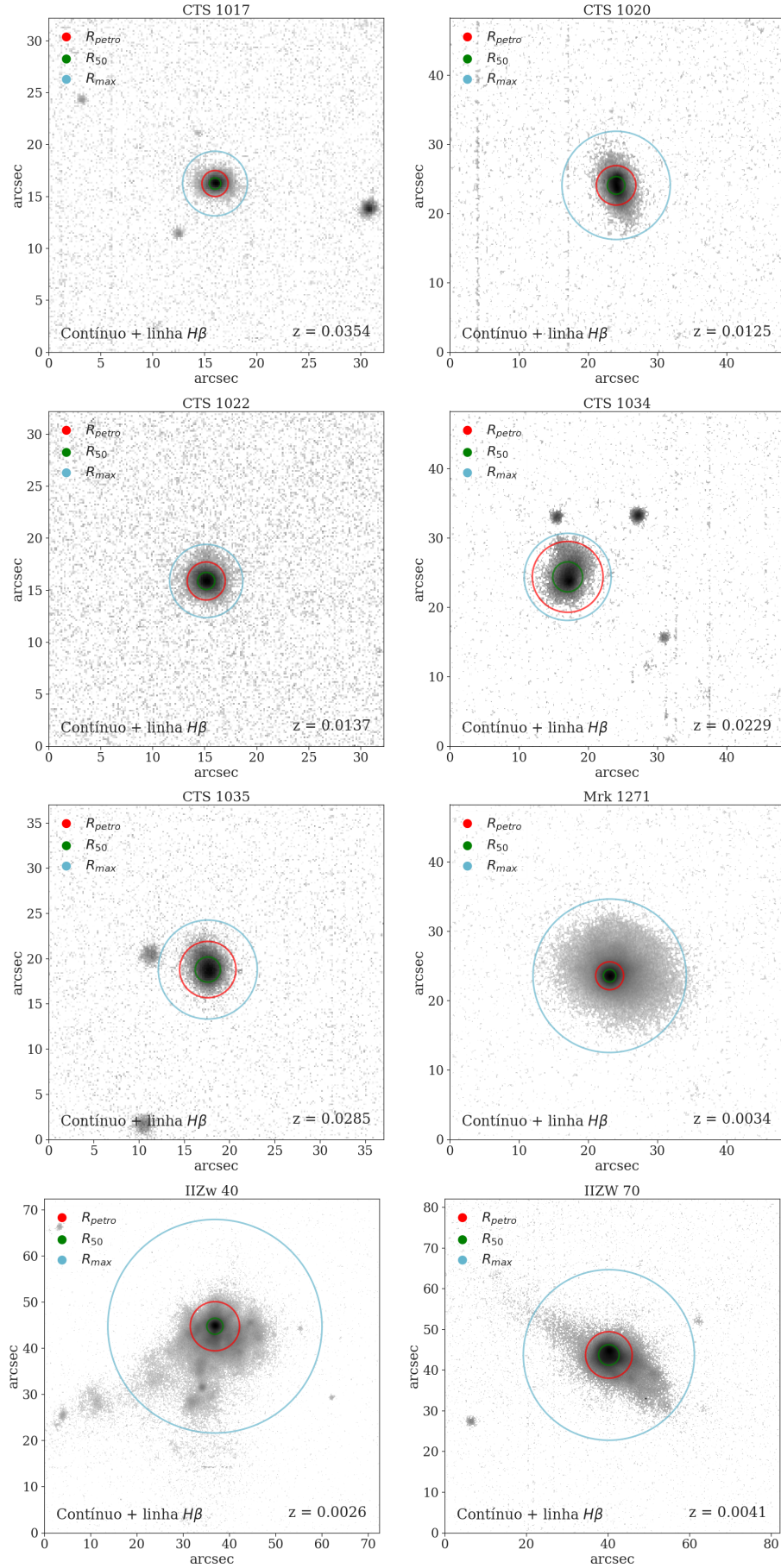


Figura A.2: Continua.

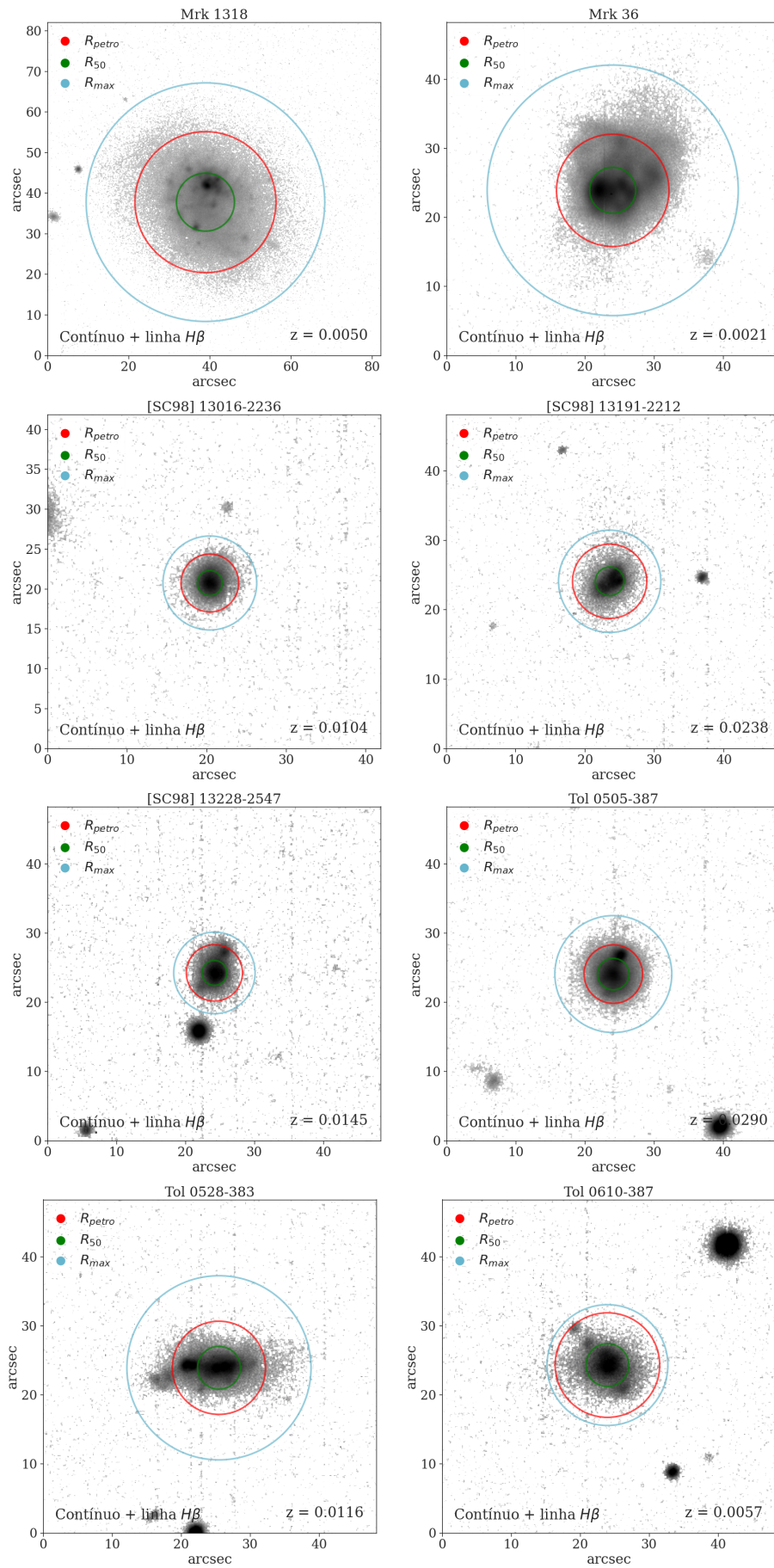


Figura A.2: Continua.



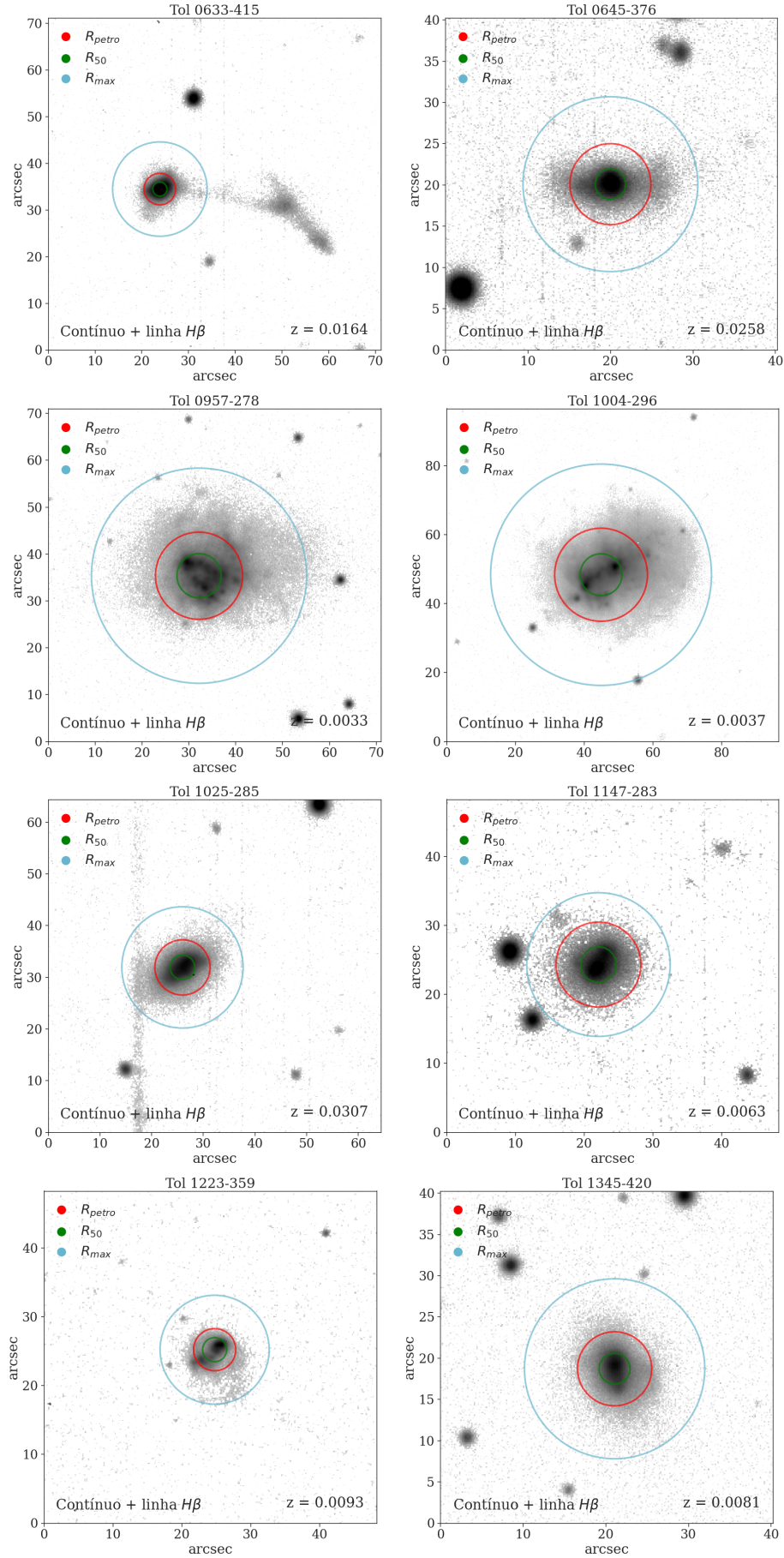


Figura A.2: Continua.

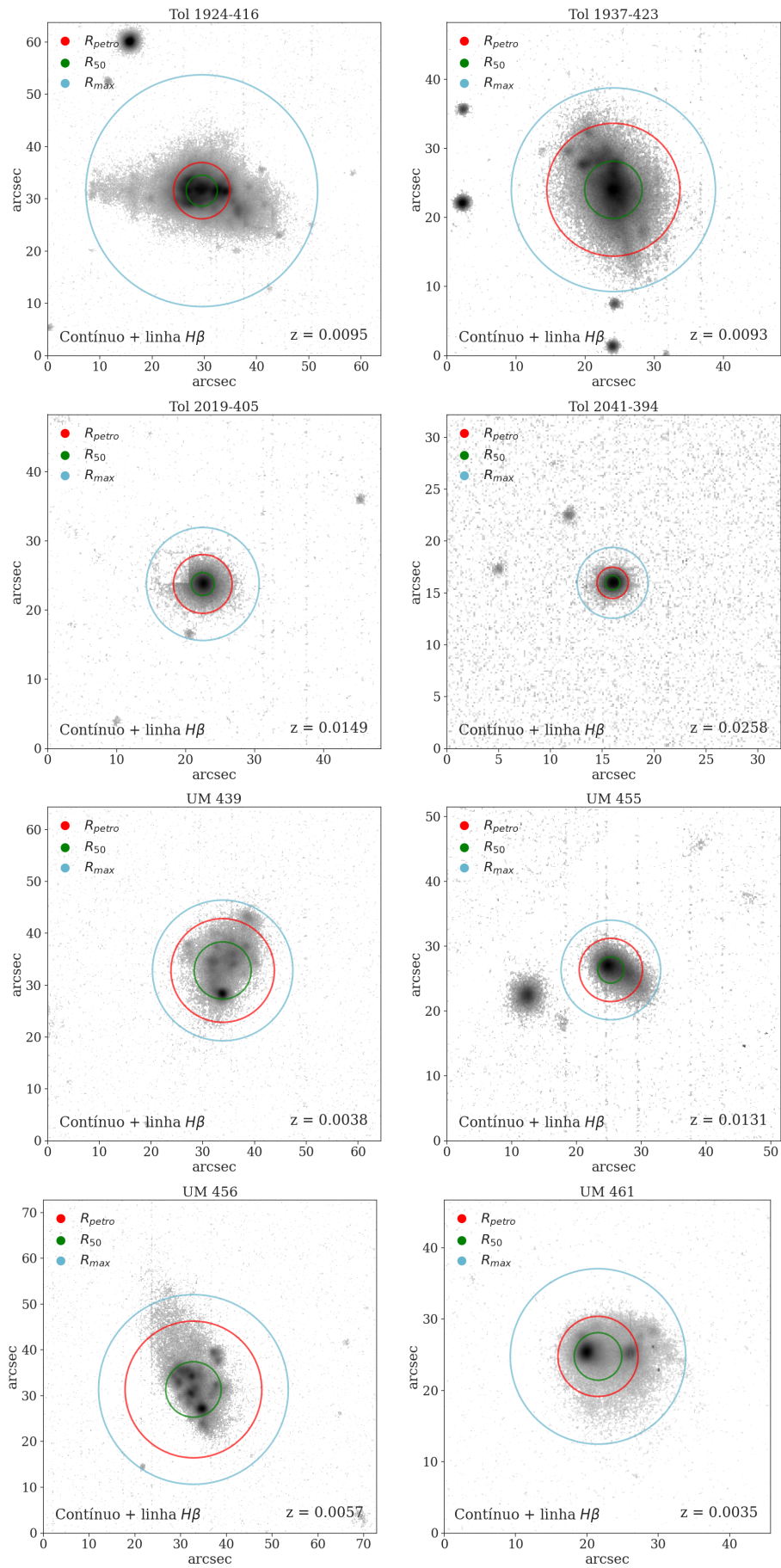


Figura A.2: Continua.

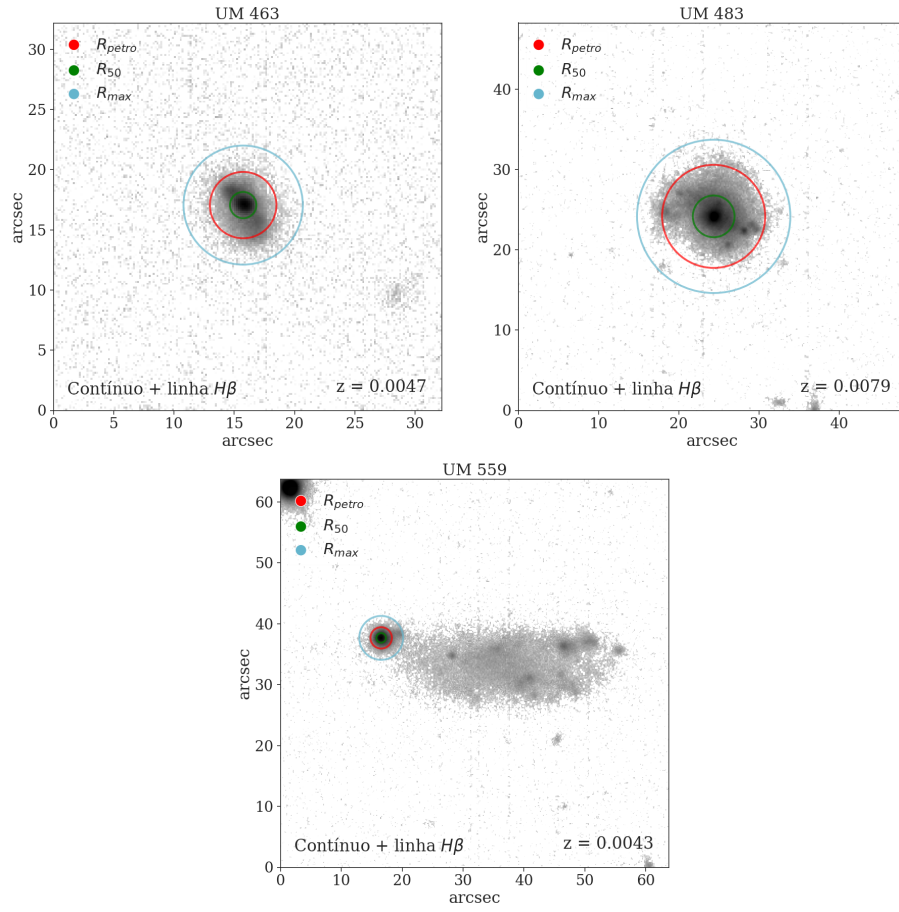


Figura A.2: Continua.