

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA

DEPARTAMENTO DE FÍSICA

PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Júlia Thainá da Silva Cunha Batista

Traçando a evolução de galáxias próximas via síntese fotoespectral

Florianópolis

2025

Júlia Thainá da Silva Cunha Batista

Traçando a evolução de galáxias próximas via síntese fotoespectral

Tese submetida ao Programa de Pós-Graduação em Física da Universidade Federal de Santa Catarina para a obtenção do título de doutora em Física.
Orientador: Prof. Roberto Cid Fernandes Jr., Dr.
Coorientadora: Profa. Rosa Maria González Delgado, Dra.

Florianópolis

2025

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

Batista, Júlia Thainá da Silva Cunha
Traçando a evolução de galáxias próximas via síntese fotoespectral / Júlia Thainá da Silva Cunha Batista ; orientador, Roberto Cid Fernandes, coorientadora, Rosa Maria Gonzaléz Delgado, 2026.
233 p.

Tese (doutorado) - Universidade Federal de Santa Catarina, Centro de Ciências Físicas e Matemáticas, Programa de Pós-Graduação em Física, Florianópolis, 2026.

Inclui referências.

1. Física. 2. Galáxias. 3. Cubo de dados. 4. Populações estelares. 5. fotometria. I. Cid Fernandes, Roberto . II. Delgado, Rosa Maria Gonzaléz. III. Universidade Federal de Santa Catarina. Programa de Pós-Graduação em Física. IV. Título.

Júlia Thainá da Silva Cunha Batista

Traçando a evolução de galáxias próximas via síntese fotoespectral

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

Prof. André Luiz de Amorim, Dr.
Universidade Federal de Santa Catarina

Prof. Paulo Afranio Augusto Lopes, Dr.
Universidade Federal do Rio de Janeiro

Prof. Rubén García-Benito, Dr.
Instituto de Astrofísica de Andalucía

Analía Smith Castelli, Dra.
CONICET - Universidad Nacional de La Plata

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

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



Documento assinado digitalmente
Natalia Vale Asari
Data: 02/02/2026 14:55:03-0300
CPF: ***.497.091-**
Verifique as assinaturas em https://v.ufsc.br

Coordenação do Programa de
Pós-Graduação



Documento assinado digitalmente
Roberto Cid Fernandes Junior
Data: 02/02/2026 18:27:56-0300
CPF: ***.080.100-**
Verifique as assinaturas em https://v.ufsc.br

Prof. Roberto Cid Fernandes Jr., Dr.
Orientador

Florianópolis, 19 de dezembro de 2025.

AGRADECIMENTOS

Agradeço especialmente ao meu orientador, Roberto Cid, que tanto me ajudou e ensinou neste percurso. Por toda a dedicação e paciência ao longo desta jornada. Sou grata pelas conversas, pelas ideias compartilhadas e pelo apoio constante, que foram fundamentais para meu desenvolvimento e para a realização deste trabalho. À minha coorientadora, Rosa, que não só é uma pesquisadora admirável, mas também uma pessoa muito amável. *Agradezco por guiarme y por todas las discusiones científicas que me ayudaron tanto a crecer como investigadora.*

Agradeço à minha família. Em especial à minha mãe, por me ter ensinado sobre perseverança, essencial nesta trajetória, e também por todo amor e carinho. Ao meu pai, por ter sido um incentivo a olhar para a natureza com curiosidade. Às minhas avós, por me ensinarem sobre o infinito (o seu amor). Ao João, por todo o companheirismo e amor, tornando esta caminhada mais leve e os dias mais alegres.

Ao grupo do IAA, Rubén, Julio, Ginés, Luis, Ana e Rosa, que, além das reuniões sempre produtivas e enriquecedoras, me receberam afetuosamente na Espanha. Adicionalmente ao Ginés, por me apresentar os encantos de Granada, e ao Julio, que gentilmente me ajudava com os misteriosos conflitos pythonianos. Ao grupo do Scubes, Eduardo, Maiara, Amanda, Victor e Cid, pelas inúmeras discussões e muitos problemas resolvidos, mesmo que, muitas vezes, ao resolver um, surgissem outros dois. Ao Edu, pela ajuda com os s-códigos com erros enigmáticos. À Maiara, à Amanda e ao Victor pela parceria. À colaboração do S-PLUS, em especial aos Drs. Laerte, Analía e Eduardo Telles. E, claro, à Profa. Dra. Claudia Mendes, não só uma inspiração, mas também uma fonte de incentivo e apoio presente todo este meu percurso.

Agradeço ao Drs. Rubén García-Benito, André Amorim e Paulo Lopes, e à Dra. Analía Smith Castelli, por avaliarem este trabalho. A todos os amigos e professores do grupo de Astrofísica da UFSC, que contribuíram direta ou indiretamente para esta pesquisa. Por fim, agradeço às instituições UFSC e IAA/CSIC pelo suporte institucional, e às agências de fomento, especialmente à FAPESC, pelo apoio financeiro que tornou possível a realização desta tese, e à CAPES, pela concessão da bolsa de doutorado sanduíche, que teve papel fundamental na minha formação e nesta trajetória científica.

"I stand at the seashore, alone, and start to think.
There are the rushing waves... mountains of molecules,
each stupidly minding its own business... trillions apart...
yet forming white surf in unison. (...) Out of the cradle onto dry land...
here it is standing... atoms with consciousness... matter with curiosity.
Stands at the sea... wonders at wondering...
I... a universe of atoms... an atom in the universe."
(Richard P. Feynman, 1955)

RESUMO

Esta tese apresenta o desenvolvimento, validação e aplicação de uma metodologia inovadora para derivar propriedades físicas de galáxias a partir de dados fotométricos multibanda dos levantamentos *Southern Photometric Local Universe Survey* (S-PLUS) e *Javalambre Photometric Local Universe Survey* (J-PLUS). Primeiramente desenvolvemos uma *pipeline* robusta de pré-processamento, melhorando significativamente o sinal-ruído dos dados e permitindo análises até partes mais externas das galáxias. Posteriormente, introduzimos aprimoramentos no código de síntese espectral AlStar, que permite estimar simultaneamente propriedades estelares e nebulares. Implementamos um *prior* empírico que utiliza a largura equivalente combinada de Hα+[N II], que é medida de forma robusta no filtro estreito $J0660$, para restringir a base de modelos nebulares. Esse *prior* quebra a degenerescência fundamental entre Hα e [N II], permitindo a obtenção das linhas separadamente e, portanto, diagnósticos nebulares muito mais úteis. Fizemos uma série de simulações que compararam os resultados do AlStar para fotometria sintética do S-PLUS (*input*) com ajustes espectrais do SDSS (*output*) para mais de 10 000 galáxias. Obtivemos ótima concordância, com dispersões *output* − *input* menores que 0.2 dex para propriedades estelares (massas, idades, metalicidades e extinção) e entre 0.05 e 0.2 dex para as larguras equivalentes das linhas de emissão ([O II], Hβ, [O III], Hα, [N II], [S II]). Obtivemos também bons resultados para razões de linhas $\log$ [N II]/Hα, $\log$[O III]/Hβ, $\log$ Hα/Hβ e $\log$[O III]/[O II], com dispersões dentro de 0.09 dex quando as linhas envolvidas possuem largura equivalente W > 5 Å. Testes para diferentes *redshifts* ($z = 0.02$, 0.04 e 0.06) mostram que resultados para as propriedades estelares se mantiveram igualmente bons, enquanto a dispersão nas propriedades nebulares aumenta por apenas ~ 0.1 dex. Resultados para a galáxia NGC 1365 com cubos do S-PLUS confirmaram a robustez do método, produzindo mapas de linhas de emissão e propriedades estelares semelhantes aos derivados a partir de espectroscopia de campo integral do MUSE. A metodologia validada foi então aplicada a cubos de dados do J-PLUS para os grupos de galáxias M101 e M51. Obtivemos mapas de propriedades estelares e nebulares e correlações entre as propriedades para todas as galáxias dos grupos. Ambos os grupos mostram resultados consistentes com a literatura, exibindo efeito de *downsizing* e seguem a *star-forming main sequence*. O grupo M101 mostra-se dinamicamente jovem, com galáxias que preservam seus gradientes de formação *inside-out*, com formação estelar ainda ativa e generalizada, e não mostram sinais de *quenching* ambiental. Em contraste, o grupo M51 apresenta sinais de evolução mais avançada, com gradientes de idade e metalicidade mais planos, maior conteúdo de poeira e evidências de *quenching* ambiental em algumas galáxias. Essas diferenças refletem os distintos estágios dinâmicos dos dois grupos e ilustram o impacto do ambiente na evolução das galáxias, mesmo em sistemas de baixa massa. Os resultados obtidos nesta tese demonstram que a combinação S/J-PLUS + AlStar permite análises análogas às de espectroscopia de campo integral, possibilitando comparações robustas de grandes amostras de galáxias em diferentes ambientes.

Palavras-chave: Galáxias. Linhas de emissão. Populações estelares. Fotometria. Cubos de dados. Grupos de galáxias. Ambiente.

ABSTRACT

This thesis presents the development, validation, and application of an innovative methodology to derive the physical properties of galaxies from multiband photometric data obtained by the *Southern Photometric Local Universe Survey* (S-PLUS) and the *Javalambre Photometric Local Universe Survey* (J-PLUS). We first developed a robust preprocessing pipeline that significantly improves the signal-to-noise ratio of the data, enabling analyses that extend to the outermost regions of galaxies. Subsequently, we introduced major improvements to the spectral synthesis code AlStar, which allows for the simultaneous estimation of stellar and nebular properties. An empirical prior was implemented based on the combined equivalent width of Hα+[N II], which is robustly measured in the narrowband filter $J0660$, to constrain the nebular base models. This prior breaks the fundamental degeneracy between Hα and [N II], allowing these lines to be recovered separately and thus enabling more reliable nebular diagnostics. We performed extensive simulations comparing AlStar results for synthetic S-PLUS photometry (output) with full spectral fitting results from the SDSS (input) for over 10 000 galaxies. Excellent agreement was achieved, with output–input dispersions smaller than 0.2 dex for stellar properties (masses, ages, metallicities, and extinction) and between 0.05 and 0.2 dex for the equivalent widths of emission lines ([O II], Hβ, [O III], Hα, [N II], [S II]). We also obtained good results for emission-line ratios, such as $\log$ [N II]/Hα, $\log$[O III]/Hβ, $\log$ Hα/Hβ, and $\log$[O III]/[O II], with dispersions within 0.09 dex for lines with equivalent width $W > 5$ Å. Tests at different redshifts ($z = 0.02$, 0.04, and 0.06) showed that stellar properties remain equally well recovered, while the dispersion in nebular properties increases by only $\sim$0.1 dex. Results for the galaxy NGC 1365 based on S-PLUS data cubes confirmed the robustness of the method, producing emission-line and stellar property maps consistent with those obtained from MUSE integral field spectroscopy. The methodology was then applied to J-PLUS data cubes of galaxies in the M101 and M51 groups. We derived spatially resolved maps of stellar and nebular properties and explored correlations among them for all group members. Both groups show trends consistent with literature results, following the star-forming main sequence and exhibiting a clear downsizing effect. The M101 group appears dynamically young, with galaxies that preserve their *inside-out* formation gradients, maintain widespread star formation, and show no evidence of environmental quenching. In contrast, the M51 group shows signatures of more advanced evolution, with flatter age and metallicity gradients, higher dust content, and evidence of environmental quenching in some galaxies. These differences reflect the distinct dynamical stages of the two groups and illustrate the impact of environment on galaxy evolution, even in relatively low-mass systems. The results presented in this thesis demonstrate that the combination of S/J-PLUS multiband photometry with the AlStar code allows for analyses analogous to integral field spectroscopy, enabling robust comparisons of large galaxy samples in different environments.

Keywords: Galaxies. Emission lines. Stellar populations. Photometry. Data cubes. Galaxy groups. Environment.

LISTA DE FIGURAS

Figura 1 – Clássico Diagrama de Hubble. 18
Figura 2 – Diagrama de *color-mass* para uma amostra de galáxias do SDSS. . . . 19
Figura 3 – Diagrama *color-mass* adaptado de Faber et al. (2007). 20
Figura 4 – Exemplo de diagnóstico espectral de galáxias a partir do SDSS. 23
Figura 5 – Perfis radiais para diferentes propriedades para dados do CALIFA. . . 25
Figura 6 – Exemplo de mapas de propriedades físicas de uma galáxia do MaNGA. 26
Figura 7 – Exemplo de mapas do *Fornax3D*. 27
Figura 8 – Composição RGB de um campo do J-PLUS, com FoV de diferentes IFUs. 32
Figura 9 – Ilustração de um cubo de dados do S-PLUS. 32
Figura 10 – JAST/T80 36
Figura 11 – T80-South 36
Figura 12 – Curvas de transmitância indicando a eficiência total dos filtros S/J-PLUS. 38
Figura 13 – Mapa da área do céu planejada pelo S-PLUS. 40
Figura 14 – Área observada pelo J-PLUS no DR3, representada em vermelho. . . . 41
Figura 15 – Imagens dos dados crus nos 12 filtros do S-PLUS para a NGC 1365. . . 42
Figura 16 – Imagens dos dados crus nos 12 filtros do J-PLUS para a galáxia M101. 43
Figura 17 – Imagens dos erros nos 12 filtros para a NGC 1365. 44
Figura 18 – Imagens dos erros nos 12 filtros para a galáxia M101. 44
Figura 19 – Imagens da razão sinal-ruído dos 12 filtros, para a galáxia NGC 1365. . 46
Figura 20 – Imagens da razão sinal-ruído dos 12 filtros, para a galáxia M101. 46
Figura 21 – Exemplo da criação da máscara de estrelas para a galáxia M101. 48
Figura 22 – Como na Figura 21, para a galáxia ESO420-G009. 49
Figura 23 – Como na Figura 21, para a galáxia NGC 1369. 50
Figura 24 – Máscara final para a galáxia M101. 51
Figura 25 – Assim como na Figura 24, mas para a galáxia ESO420-G009. 52
Figura 26 – Assim como na Figura 24, mas para a galáxia NGC1369. 52
Figura 27 – Fluxo na banda r original, após a filtragem *Butterworth* e a diferença entre ambas. 53
Figura 28 – Exemplo de modelagem da PSF de uma estrela no campo da M101. . . 56
Figura 29 – Distribuição da FWHM da PSF para o campo da M101. 57
Figura 30 – Ilustração do *pixel tagging* para a galáxia M51. 60
Figura 31 – Ilustração da diferença do Voronoi com e sem o pixel tagging 61
Figura 32 – Etapas do pré-processamento aplicadas ao cubo de dados da galáxia M51. 62
Figura 33 – Etapas do pré-processamento aplicadas ao cubo de dados da galáxia M63. 63

Figura 34 – Etapas do pré-processamento aplicadas ao cubo de dados da galáxia NGC5023 63
Figura 35 – Etapas do pré-processamento aplicadas ao cubo de dados da galáxia NGC5229 64
Figura 36 – Etapas do pré-processamento aplicadas ao cubo de dados da galáxia UGC08308 64
Figura 37 – Etapas do pré-processamento aplicadas ao cubo de dados da galáxia UGC08320 64
Figura 38 – Mapas do SN após cada etapa do pré-processamento. 67
Figura 39 – Distribuição dos resíduos para diferentes limites de SN na M63. 68
Figura 40 – Distribuição dos resíduos para a NGC 5023. 69
Figura 41 – Distribuição dos resíduos para dados e erros originais. 70
Figura 42 – Análise do céu residual para a galáxia M51. 71
Figura 43 – Como na Figura 42, mas para a galáxia NGC 5023. 72
Figura 44 – Impacto da subtração do céu nos dados e nas propriedades. 72
Figura 45 – Exemplos de diferentes IMF. 76
Figura 46 – Leis de avermelhamento implementadas no AlStar. 77
Figura 47 – Espectros de SSP ($l_\lambda^{\rm SSP}$) para CB19 para metalicidade solar. 83
Figura 48 – Espectros $l_\lambda^{\rm SSP}$ para cinco diferentes metalicidades, e idades de 1 Myr, 10 Myr, 1 Gyr e 10 Gyr. 84
Figura 49 – Como na Figura 48, mas para espectros $l_\lambda^{\rm SSP}$ normalizados em $l_{6535\pm45}^{\rm SSP}$ 85
Figura 50 – Espectros de CSP ($l_{\lambda,j}^{\rm CSP}$) para 16 idades e 5 metalicidades. 86
Figura 51 – Espectros individuais das linhas de emissão. 93
Figura 52 – Diagrama BPT com as 94 componentes da base nebular. 94
Figura 53 – Espectros dos 94 elementos da base nebular (sem atenuação por poeira). 96
Figura 54 – Contínuo nebular $c_\lambda^{\rm neb}$ por unidade de fluxo de Hα para diferentes T_e. 99
Figura 55 – Exemplos de 1000 fotoespectros perturbados pelo Monte Carlo. 104
Figura 56 – Espectros da base estelar a partir dos 12 filtros do S-PLUS. 106
Figura 57 – Espectros da base nebular a partir dos 12 filtros do S-PLUS. 107
Figura 58 – Ilustração da degenerescência Hα+[N II] no filtro $J0660$. 108
Figura 59 – Diagramas BPT coloridos pela largura equivalente de Hα e por Hα+[N II]. 109
Figura 60 – Comparação dos mapas obtidos pelo AlStar com os dados do S-PLUS com mapas obtidos com dados do MUSE. 114
Figura 61 – Histograma e BPT da amostra de 10 473 galáxias do SDSS. 115
Figura 62 – Exemplos de modelos espectrais do SDSS e as suas respectivas fotometrias sintéticas para o S-PLUS. 116
Figura 63 – *Violin plots* de $\epsilon_\lambda/\epsilon_r$ para 3904 galáxias 117
Figura 64 – *Violin plots* de $\epsilon_\lambda/\epsilon_r$ para 184 galáxias de Fornax. 119
Figura 65 – *Violin plots* do espectro de S/N para 3904 galáxias do S-PLUS. 120

Figura 66 – Comparação entre propriedades estelares derivadas pelo ALSTAR e por W19. 122
Figura 67 – Comparação para o $\log \mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{N\,II}}$ derivado pelo ALSTAR e por W19. . . 123
Figura 68 – Comparação para o log W das linhas individuais derivadas pelo ALSTAR e por W19. 123
Figura 69 – Assim como na Figura 68, mas para $\mathrm{SN}_r = 25$ e $\mathrm{SN}_r = 100$, respectivamente. 124
Figura 70 – Exemplo do processo de ajuste iterativo do ALSTAR para uma galáxia *star-forming*. 125
Figura 71 – Como na Figura 70, mas uma galáxia aposentada. 127
Figura 72 – Como na Figura 70, mas para uma galáxia com valor intermediário de $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}}$. 128
Figura 73 – Linhas de emissão em relação aos filtros do S-PLUS, para z=0.2. 129
Figura 74 – Assim como na Figura 66, mas para $z = 0.02$. 129
Figura 75 – Como na Figura 67, mas para $z = 0.02$ e apenas para $\mathrm{SN}_r = 50$. O *plot* da esquerda se refere a média e o da direita a mediana. 130
Figura 76 – Como na Figura 68, mas para $z = 0.02$, para média e mediana. 131
Figura 77 – Histogramas do $\delta = \mathit{output} - \mathit{input}$ para as razões de linhas, para $\mathrm{SN}_r = 50$. 132
Figura 78 – Assim como na Figura 73 para $z = 0.04$. 133
Figura 79 – Assim como na Figura 66, mas para $z = 0.04$. 133
Figura 80 – Como na Figura 67, mas para $z = 0.04$ e apenas para SN= 50. 133
Figura 81 – Como na Figura 68, mas para $z = 0.04$. 134
Figura 82 – Assim como na Figura 77, mas para $z = 0.04$. 135
Figura 83 – Assim como na Figura 73 para $z = 0.06$. 135
Figura 84 – Assim como na Figura 66, mas para $z = 0.06$. 136
Figura 85 – Como na Figura 67, mas para $z = 0.06$ e apenas para SN= 50. 136
Figura 86 – Como na Figura 68, mas para $z = 0.06$. 137
Figura 87 – Assim como na Figura 77, mas para $z = 0.06$. 138
Figura 88 – Assim como na Figura 66, mas para $z = 0.04$ e sem as restrições baseadas em $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}}$. 138
Figura 89 – Como na Figura 67, mas para $z = 0.04$, sem as restrições baseadas em $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}}$ e apenas para SN= 50. 139
Figura 90 – Como na Figura 68, mas para $z = 0.04$ e sem as restrições baseadas em $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}}$. 139
Figura 91 – Assim como na Figura 77, mas para $z = 0.04$ e sem as restrições baseadas em $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}}$. 140
Figura 92 – Relações entre propriedades pixel a pixel para a M101. 149
Figura 93 – Como na Figura 92, mas para a M51a. 150

Figura 94 – Relação SFR-Hα para a M101 para diferentes resoluções. 154
Figura 95 – Assim como na Figura 94, mas para M51. 154
Figura 96 – Sequência principal em diferentes escalas para a galáxia M101. 156
Figura 97 – Como na Figura 96 mas para a M51. 157

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

3FM	Método dos Três Filtros (*3Filter-Method*)
AGN	núcleo ativo de galáxia (*Active Galactic Nucleus*)
BPT	*Baldwin–Phillips–Telervich*
CALIFA	*Calar Alto Integral Field Area Survey*
CCD	Dispositivo de Carga Acoplada (*Charge-Coupled Device*)
CSP	*Composite Stellar Populations*
DR	*Data Release*
FoV	campo de visão (*Field of View*)
FWHM	largura a meia altura (*Full Width at Half Maximum*)
IFS	Espectroscopia de Campo Integral (*Integral Field Spectroscopy*)
IFU	Unidade de Campo Integral (*Integral Field Unit*)
IMF	Função de Massa Inicial (*Initial Mass Function*)
ISM	Meio Interestelar (*Interstellar Medium*)
J-PAS	*Javalambre Physics of the Accelerating Universe Survey*
J-PLUS	*Javalambre Photometric Local Universe Survey*
MaNGA	*Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory*
MUSE	*Multi Unit Spectroscopic Explorer*
NMAD	Desvio Absoluto da Mediana Normalizado (*Normalized Median Absolute Deviation*)
NNLS	Mínimos Quadrados Não Negativos (*Non Negative Least Squares*)
PSF	função de espalhamento pontual (*Point Spread Function*)
SDSS	*Sloan Digital Sky Survey*
SED	*Spectral Energy Distribution*
SFMS	sequência principal de formação estelar (*Star-Forming Main Sequence*)
SFR	taxa de formação estelar (*Star Formation Rate*)
SN	razão sinal-ruído
S-PLUS	*Southern Photometric Local Universe Survey*
sSFR	taxa de formação estelar específica (*Specific Star Formation Rate*)
SSP	População Estelar Simples (*Simple Stellar Population*)
T80S	T80-South
UV	ultravioleta
VLT	*Very Large Telescope*

SUMÁRIO

1 INTRODUÇÃO 17
1.1 A relevância de *surveys* de galáxias para a compreensão dos processos que conduzem a evolução do Universo 21
1.1.1 *Sloan Digital Sky Survey* 22
1.1.2 Calar Alto Integral Field Area Survey 24
1.1.3 Mapping Nearby Galaxies at APO 25
1.1.4 Fornax3D 27
1.2 A importância de propriedades espacialmente resolvidas para o estudo da evolução de galáxias 28
1.3 O papel do ambiente na evolução das galáxias 29
1.4 A nova geração de *surveys* fotométricos multibanda de grande área: S-PLUS, J-PLUS e J-PAS 31
1.5 Motivação e objetivos gerais 33

2 S-PLUS E J-PLUS: DADOS E PRÉ-PROCESSAMENTO . . 35
2.1 Instrumentação 35
2.2 Sistema de filtros 37
2.3 Potencial Científico 39
2.3.1 Este trabalho no contexto S-PLUS e J-PLUS 41
2.4 Cubos de dados 42
2.5 Pré-Processamento 47
2.5.1 Máscaras 47
2.5.1.1 Máscara de estrelas 47
2.5.1.2 Máscara da galáxia 51
2.5.2 Filtragem *Butterworth* 52
2.5.3 Homogeneização da PSF 54
2.5.3.1 Caracterização da PSF 54
2.5.3.2 Aplicação do Filtro de Convolução 55
2.5.4 Binagem 2×2 57
2.5.5 Voronoi 58
2.5.6 *Pixel tagging* 59
2.5.7 Passo a passo $\rightarrow$ resultado final 62
2.5.8 Propagação de erros 65
2.5.8.1 Qual limite de SN adotar? 67

2.5.9 Ressubtração do céu . . . 69

3 ALSTAR . . . 74
3.1 Síntese espectral . . . 74
3.2 Formulação matemática do modelo para populações estelares . . . 75
3.2.1 Uma componente . . . 75
3.2.2 Atenuação por poeira . . . 76
3.2.3 Múltiplas componentes . . . 78
3.2.4 Extinção diferencial . . . 78
3.2.4.1 Definição de profundidade óptica efetiva: $\tilde{\tau}$ . . . 79
3.2.5 Ajuste não paramétrico × paramétrico . . . 80
3.2.6 Cinemática estelar . . . 81
3.2.7 Base espectral de populações estelares . . . 82
3.2.7.1 SSPs . . . 82
3.2.7.2 CSPs . . . 84
3.2.8 Reparametrização do problema: massa → luz . . . 87
3.3 Formulação matemática da base nebular . . . 88
3.3.1 Linhas de emissão . . . 89
3.3.2 Vínculos teóricos básicos . . . 90
3.3.3 Vínculos observacionais e a construção de uma base nebular empírica . . . 92
3.3.4 Contínuo nebular . . . 98
3.3.5 Modelo final para a base nebular: Linhas + contínuo . . . 100
3.4 Unificando as bases estelar e nebular . . . 101
3.5 O processo de ajuste . . . 102
3.5.1 Solução via NNLS . . . 102
3.5.2 Monte Carlo . . . 103
3.5.3 Fotometria × Espectroscopia . . . 104
3.5.4 Restrição da base nebular . . . 106

4 ESTIMANDO PROPRIEDADES ESTELARES E NEBULARES DE GALÁXIAS COM O S-PLUS . . . 110
4.1 Resumo de Thainá-Batista et al. (2023) . . . 110
4.1.1 Metodologia: O ALSTAR com um *prior* empírico . . . 111
4.1.2 Validação com Simulações . . . 112
4.1.3 Exemplos de aplicações . . . 113
4.2 Material complementar . . . 115
4.2.1 Detalhes da amostra . . . 115

4.2.2 Fotometria Sintética . . . 116
4.2.3 Ruído: Forma e amplitude . . . 117
4.2.4 Resultados: Propriedades das populações estelares . . . 118
4.2.5 Resultados: Propriedades nebulares . . . 121
4.2.5.1 Hα+[N II] . . . 121
4.2.5.2 Linhas de emissão individuais . . . 121
4.3 Ajuste iterativo com o *prior* de $W_{H\alpha NII}$: Exemplos . . . 122
4.4 Diferentes *redshifts* . . . 127
4.4.1 *Redshift* = 0.02 . . . 129
4.4.2 *Redshift* = 0.04 . . . 130
4.4.3 *Redshift* = 0.06 . . . 134
4.4.4 *Redshift* = 0.04 sem *prior* . . . 136
4.4.5 Conclusões sobre o efeito do redshift . . . 137

5 OS GRUPOS DE GALÁXIAS M101 E M51 . . . 141
5.1 Resumo de Thainá-Batista et al. (2025) . . . 142
5.1.1 Motivação e Contexto Científico . . . 142
5.1.2 Metodologia: Pré-processamento e Análise com AlStar . . . 142
5.1.3 Resultados . . . 143
5.1.3.1 Mapas de Propriedades . . . 143
5.1.3.2 Relações de Escala Locais . . . 143
5.1.4 Comparação entre galáxias do grupo: . . . 144
5.1.5 Conclusões . . . 144
5.2 Resumo de Thainá-Batista et al. (submetido) . . . 145
5.2.1 Motivação e Contexto Científico . . . 145
5.2.2 Metodologia . . . 145
5.2.3 Resultados: Mapas e Relações de Escala . . . 145
5.2.3.1 Mapas de Propriedades . . . 145
5.2.3.2 Relações de Escala Locais . . . 146
5.2.4 Comparação entre os grupos M51 e M101 . . . 146
5.2.5 Conclusões . . . 147
5.3 Relações de escala . . . 148
5.3.1 Densidade superficial da taxa de formação estelar . . . 148
5.3.2 Brilho superficial em Hα . . . 148
5.3.3 Análise das Relações de Escala . . . 150
5.3.4 Comparação das propriedades globais: M101 vs. M51a . . . 152
5.4 Efeitos de amostragem . . . 153
5.4.1 $\Sigma^{\star}_{SFR} - \Sigma_{H\alpha}$ em diferentes resoluções . . . 153

5.4.2 A sequência principal espacialmente resolvida em diferentes resoluções 156

6 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS 159
6.1 Principais resultados 159
6.1.1 Validação e testes com simulações 159
6.1.2 Aplicações: grupos M101 e M51 160
6.2 Perspectivas futuras 161

Referências 163

APÊNDICE A – PRIMEIRO ARTIGO 178

APÊNDICE B – SEGUNDO ARTIGO 193

APÊNDICE C – TERCEIRO ARTIGO 214

APÊNDICE D – LISTA DE PUBLICAÇÕES 232

1 INTRODUÇÃO

A curiosidade sobre o cosmos acompanha a humanidade desde seus primórdios. Ao observar o céu, buscamos não apenas entender o que vemos, mas também compreender a nós mesmos. A astronomia nasce desse anseio de transformar o mistério em conhecimento, de traduzir o brilho distante das estrelas em leis da natureza. Em cada descoberta, expandimos nossos horizontes físicos e intelectuais, e, ao fazê-lo, reconhecemos que compreender o Universo é também um exercício de autoconhecimento e humildade.

Até o início do século XX, acreditava-se que o Universo se restringia à Via Láctea. As chamadas "nebulosas espirais", observadas em telescópios, eram interpretadas como formações internas à nossa Galáxia. Esse cenário mudou radicalmente após o famoso Grande Debate de 1920 entre Harlow Shapley e Heber Curtis, no qual um dos assuntos discutidos foi se essas "nebulosas" seriam objetos extragalácticos (que eram chamados de "universos ilhas") (Trimble, 1995). A comprovação veio com Edwin Hubble, que, em 1924, utilizou estrelas Cefeidas para medir as distâncias a esses "universos ilhas" (as galáxias de Andrômeda, M31, e do Triângulo, M33), mostrando que estavam muito além da Via Láctea (Hubble, 1925). Nascia, assim, a astronomia extragaláctica e, com ela, uma nova concepção do Universo.

Desde então, a compreensão sobre a formação e a evolução das galáxias tornou-se um dos pilares centrais da astrofísica moderna. Inicialmente, acreditou-se que a explicação da evolução das galáxias estaria relacionada à famosa classificação morfológica (Hubble, 1926), proposta por Hubble em 1926, conhecida como o *Diagrama de Hubble*; entretanto, nenhuma explicação foi bem-sucedida. O diagrama (Figura 1) organiza as galáxias em uma sequência baseada na aparência: elípticas (E) de um lado, espirais normais (Sa-Sc) e espirais barradas (SBa-SBc) do outro, além das irregulares (Irr, fora da sequência do "diapasão"). Hubble também empregou os termos *early-type* (elípticas e lenticulares) e *late-type* (espirais e irregulares), que, apesar de terem conotações temporais, foram adotados para se referir à posição relativa na sequência. Hoje, compreendemos que o diagrama representa uma organização empírica das propriedades físicas das galáxias (Longair, 2023).

À medida que nosso conhecimento sobre as galáxias se aprofundou, também se tornou mais complexa a tarefa de defini-las de forma precisa. Na literatura, temos diferentes critérios e abordagens, como explorado por Forbes e Kroupa (2011) e Willman e Strader (2012). No contexto desta tese, galáxias são sistemas complexos ligados gravitacionalmente, formados por estrelas, gás, poeira e matéria escura, cuja evolução resulta de uma combinação de processos internos, como formação estelar e *feedback* (Hopkins; Quataert; Murray, 2011; Fabian, 2012); e externos, como interações, fusões e efeitos ambientais. Compreender

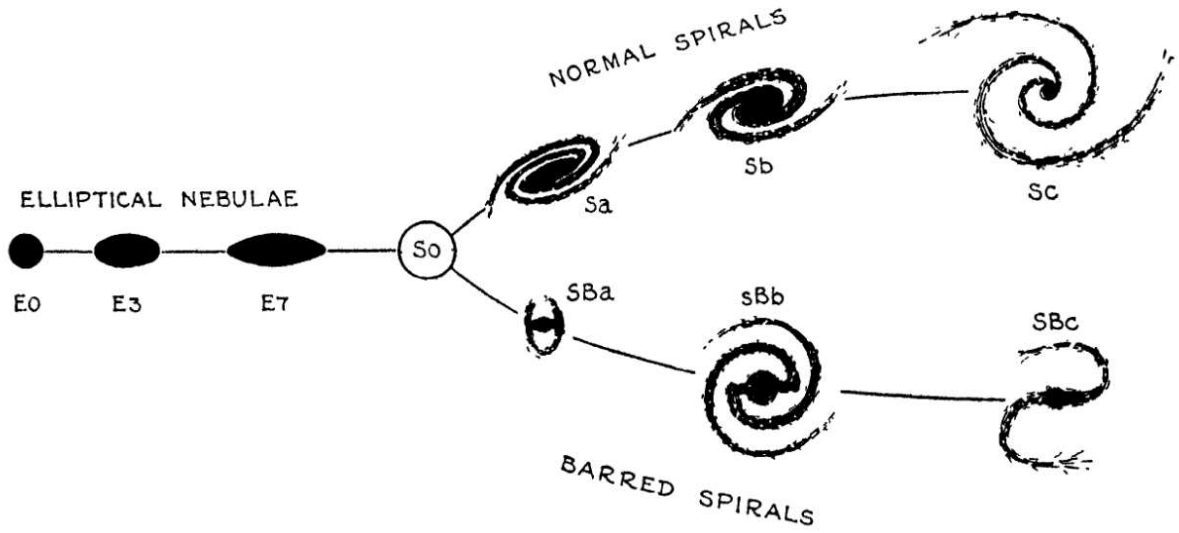


Figura 1 – Clássico Diagrama de Hubble.

Fonte: Retirado de *The Realm of the Nebulae*, Hubble (1936).

as propriedades físicas das galáxias e como elas se relacionam com o tipo morfológico e o ambiente cósmico é essencial para reconstruir a própria história do Universo.

Existem correlações claras entre morfologia e características físicas (Longair, 2023). Galáxias elípticas tendem a ser compostas por populações estelares velhas, possuem pouco gás, poeira e exibem baixas (ou nulas) taxas de formação estelar, apresentando cores vermelhas[1] e altas dispersões de velocidade. Já as galáxias espirais possuem estruturas bem definidas (como braços espirais) e são ricas em gás e poeira, com regiões de intensa formação estelar e populações estelares jovens e azuis. As irregulares, por sua vez, exibem grande diversidade e frequentemente apresentam distúrbios morfológicos causados por interações e fusões. Além disso, as elípticas são mais densas que as espirais, sendo geralmente mais massivas.

Essa dicotomia fundamental entre galáxias elípticas e espirais, é claramente visível em diagramas cor-massa (*color-mass*). Esses diagramas, obtidos a partir de levantamentos fotométricos de larga escala (por exemplo, o SDSS, no caso da Figura 2), mostram que as galáxias não se distribuem aleatoriamente (em massa e cor), mas se organizam em duas grandes regiões distintas: a sequência vermelha (*red sequence*) e a nuvem azul (*blue cloud*), separadas por uma zona intermediária e menos populada chamada vale-verde (*green valley*).

Na *blue cloud*, encontramos galáxias mais azuis, dominadas por estrelas jovens

[1] Note que a terminologia galáxia 'vermelha' ou 'azul' não se refere necessariamente à cor visual propriamente dita. Em astronomia, o termo cor descreve a diferença entre magnitudes medidas em diferentes bandas fotométricas; assim, um objeto classificado como 'vermelho' emite proporcionalmente mais na região vermelha do espectro do que na azul, e vice-versa.

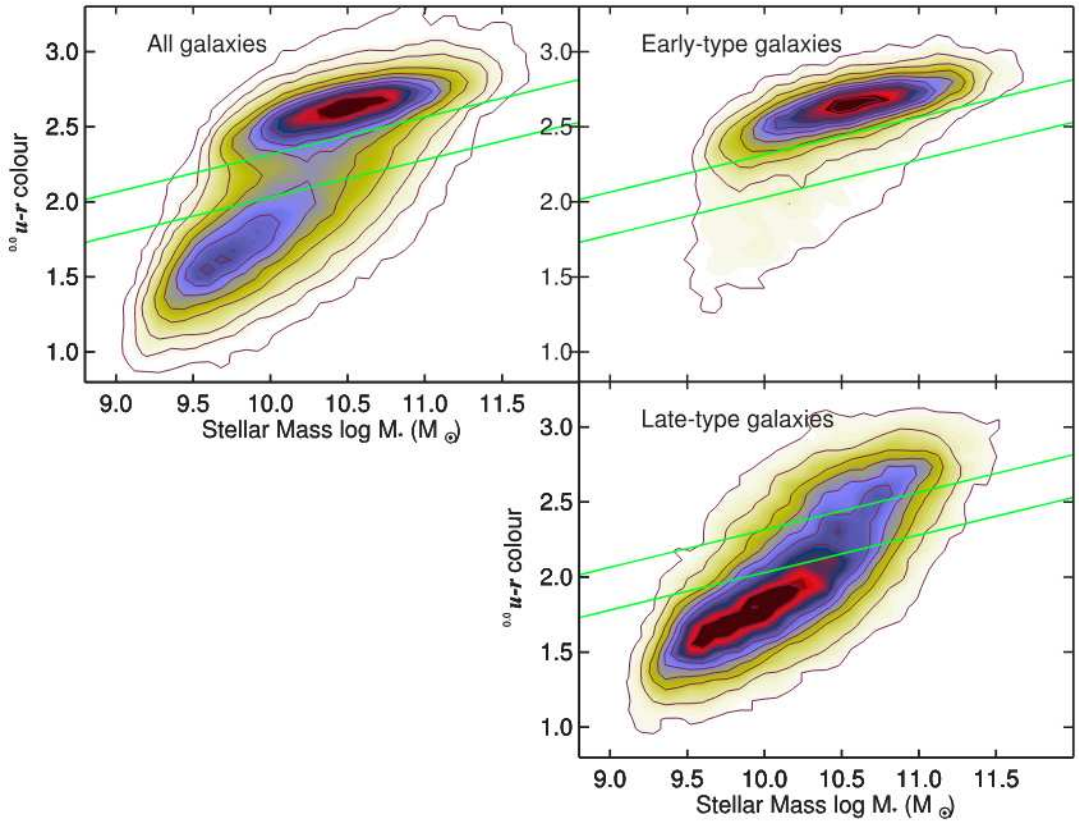


Figura 2 – Exemplo de um diagrama de *color-mass* para uma amostra de galáxias observadas pelo SDSS, mostrando a bimodalidade das galáxias. No canto superior esquerdo, todas as galáxias são mostradas, enquanto à direita, apenas as galáxias *early-type* (acima) e do tipo *late-type* (abaixo) são mostradas. As linhas verdes mostram o *green valey* definido pelo diagrama de todas as galáxias.

Fonte: Figura retirada de Schawinski et al. (2014).

e massivas dos tipos O e B. Essas galáxias apresentam alta taxa de formação estelar, abundância de gás e poeira, e morfologia geralmente espiral ou irregular. Em contrapartida, a *red sequence* é composta por galáxias vermelhas, com populações estelares velhas e com pouca ou nenhuma formação estelar atual, de modo que o gás interestelar foi consumido ou removido. O brilho é dominado por estrelas de baixa massa e alta idade, como as do tipo K e M. Essas galáxias tendem a ser elípticas ou lenticulares e possuem massas estelares significativamente maiores, em média. A Figura 2 mostra essas distribuições.

O comportamento do diagrama *color-mass*, por sua vez, está relacionado à evolução das galáxias (Faber et al., 2007), sugerindo uma trajetória de transição na qual as galáxias nascem e evoluem na *blue-cloud*, crescendo por meio de formação estelar e fusões menores. Com o tempo, processos de *quenching*[2], fazem com que a galáxia mude gradualmente de cor, passando pelo *green valley* e atingindo a sequência vermelha (esse processo está

[2] O termo *quenching* refere-se ao processo responsável pela supressão ou cessação da formação estelar em uma galáxia.

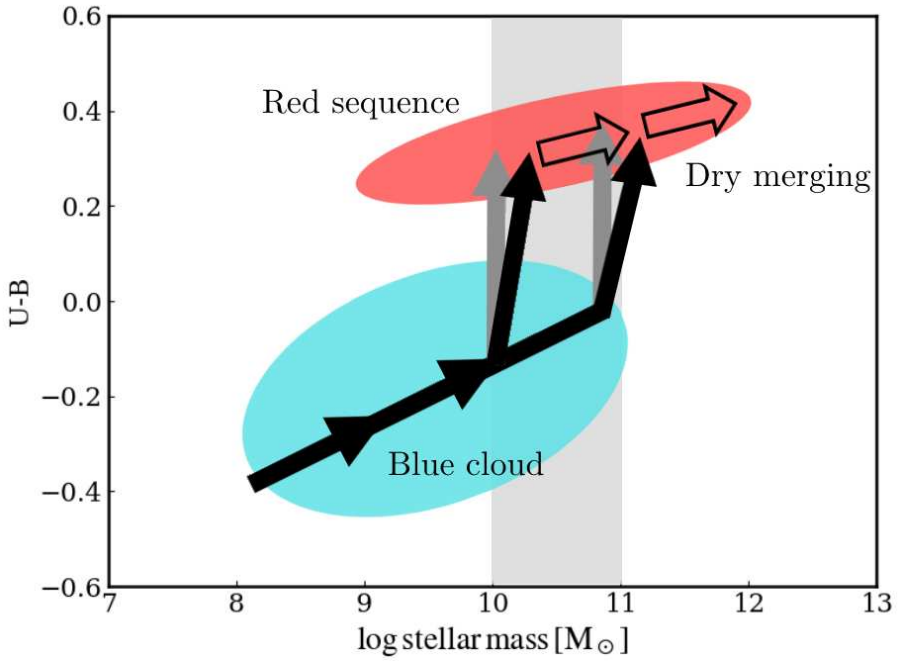


Figura 3 – Representação esquemática mostrando galáxias migrando da *blue cloud*, onde ocorre intensa formação estelar, para a *red sequence* à medida que essa formação é interrompida. As setas quase verticais indicam eventos de *quenching*, normalmente associados a fusões ricas em gás (*wet mergers*), enquanto o movimento horizontal na *red sequence* representa o crescimento de massa por fusões pobres em gás (*dry mergers*).

Fonte: Figura adaptada de Faber et al. (2007).

ilustrado na Figura 3). Esse *quenching* pode ser causado por diferentes processos, como o esgotamento interno do gás por formação estelar intensa; *feedbacks* de supernovas e buracos negros supermassivos, que aquecem ou expulsam o gás; interações gravitacionais e fusões, que alteram a morfologia e removem o gás frio necessário à formação de novas estrelas; ou efeitos ambientais, como a pressão de arraste (*ram-pressure stripping*) em aglomerados, que remove o gás interestelar. Na Figura 3, o diagrama mostra que a evolução galáctica é uma combinação de dois movimentos: aproximadamente vertical, quando o gás é removido (ou consumido) e a cor se torna mais vermelha (*quenching*), e aproximadamente horizontal, quando a galáxia cresce em massa por fusões (*merging*). A proporção entre esses dois processos define o caminho que cada galáxia percorre da *blue cloud* à *red sequence*.

Ao longo da história da astronomia, avançamos enormemente no conhecimento sobre o Universo. Compreendemos em profundidade a evolução estelar, a física atômica e os processos que regem as nebulosas interestelares, desenvolvendo ferramentas cada vez mais sofisticadas para analisar a luz das galáxias e decifrar suas propriedades. Uma dessas ferramentas é a síntese espectral (que será explorada nesta tese), a qual combina observações e modelos teóricos para estimar propriedades fundamentais, como idade estelar, massa, metalicidade, conteúdo de poeira e até mesmo o histórico de formação estelar de

uma galáxia. Apesar de termos visto que, com uma simples inspeção visual (de morfologia e cores), já podemos inferir certas propriedades gerais sobre sua natureza física (como, por exemplo, estimar se uma galáxia é jovem ou velha[3], se contém gás e poeira, se ainda forma estrelas ou já cessou sua atividade, se é massiva, densa ou se está sendo perturbada gravitacionalmente), métodos como a síntese espectral permitem transformar essas inferências qualitativas em medidas físicas quantitativas e precisas.

A consolidação desses conhecimentos foi possível graças ao avanço das observações astronômicas em diferentes faixas espectrais, que fornecem as peças do quebra-cabeça. Grandes levantamentos de dados observacionais (*surveys*), conduzidos a partir do início deste século, tornaram-se ferramentas fundamentais para compreender os processos físicos que conduzem a formação e a evolução das galáxias, bem como sua relação com o ambiente cósmico e com a própria evolução do Universo.

Essa nova perspectiva será discutida na próxima seção, onde exploraremos a relevância dos *surveys* de galáxias para a compreensão dos processos que moldam a história cósmica.

1.1 A relevância de *surveys* de galáxias para a compreensão dos processos que conduzem a evolução do Universo

Galáxias se formam e evoluem por meio de processos complexos que ocorrem ao longo de bilhões de anos. Investigar como as galáxias adquirem suas massas, formam suas estrelas, enriquecem seu meio interestelar e interagem com o ambiente é crucial para desvendar a história cósmica. Para decifrar esses processos, os grandes levantamentos de dados tornaram-se ferramentas indispensáveis.

O avanço da astrofísica observacional nas últimas décadas está intimamente ligado ao desenvolvimento de grandes *surveys* fotométricos e espectroscópicos. Esses projetos produzem bancos de dados extensos e públicos, com milhares de objetos celestes, fundamentais para estudos estatísticos e comparativos. Alguns *surveys* concentram-se em amostras menores, porém com observações de alta profundidade e qualidade espectral, enquanto outros priorizam a abrangência estatística. Existem também *surveys* voltados

[3] É importante ressaltar que estas são associações gerais e existem classes de galáxias peculiares que fogem dessas associações simples. Por exemplo, galáxias anãs compactas azuis (*Blue Compact Dwarfs*) são formadas por populações velhas que exibem cores azuis devido a surtos recentes de formação estelar. Situação semelhante ocorre para estimativas de massa, como as galáxias elípticas compactas que são de baixa massa.

para o estudo do Universo distante, em altos *redshifts*, enquanto outros se concentram em galáxias próximas, oferecendo uma visão detalhada da estrutura e composição de sistemas individuais. Alguns cobrem grandes áreas do céu, alcançando as regiões externas e difusas das galáxias, enquanto outros se concentram em regiões centrais, mas com maior resolução.

Ao reunir informações de galáxias com diferentes morfologias, massas, ambientes e em distintas épocas do Universo, esses levantamentos fornecem peças fundamentais para compreender os processos que moldaram e conduzem a evolução das galáxias ao longo do tempo. A seguir, descrevemos brevemente alguns dos principais levantamentos que inspiraram ou foram utilizados neste trabalho[4].

1.1.1 *Sloan Digital Sky Survey*

O *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) (York et al., 2000; Eisenstein et al., 2011; Blanton et al., 2017) é um dos marcos da era moderna da astronomia observacional, sendo um pioneiro nos grandes levantamentos. Os telescópios do SDSS localizam-se no Apache Point Observatory (APO), no Novo México (EUA), e combinam fotometria em cinco bandas ópticas (u, g, r, i, z) com espectroscopia de milhões de objetos de 3800 a 9200 Å.

Os dados do SDSS proporcionaram avanços significativos na astrofísica extragaláctica, especialmente sob uma perspectiva estatística, permitindo a caracterização de populações de galáxias, a construção de diagramas fundamentais e o estudo de correlações entre propriedades físicas. Foi a partir do SDSS que relações amplamente utilizadas hoje, como o diagrama cor–massa (ou cor–magnitude), a sequência principal de formação estelar e a distribuição bimodal das galáxias, foram observacionalmente consolidadas (Blanton et al., 2003; Kauffmann et al., 2003; Baldry et al., 2004; Schawinski et al., 2014; Asari et al., 2007; Cid Fernandes et al., 2009, 2010).

Um resultado notável foi apresentado por Kauffmann et al. (2003), que utilizou dois índices espectrais fundamentais, o *break* de 4000 Å ($D_n(4000)$) e a linha de absorção $H\delta_A$, para traçar uma idade típica das populações estelares das galáxias. O índice $D_n(4000)$ quantifica a descontinuidade no espectro em torno de 4000 Å, causada principalmente pelo acúmulo de linhas metálicas em estrelas de baixa temperatura. O $D_n(4000)$ é sensível à idade média das populações estelares: galáxias com populações velhas apresentam valores altos de $D_n(4000)$, enquanto aquelas com formação estelar recente exibem valores mais baixos. Já o índice $H\delta_A$ se refere à largura equivalente de absorção de $H\delta$ (da série de Balmer), que é máxima em estrelas com temperatura da ordem de 10000 K, que saem da sequência principal entre 0.1 e 1 Gyr de idade.

[4] Os trabalhos apresentados no decorrer desta tese utilizaram resultados provenientes de dados do SDSS, MaNGA e MUSE, entre outros, para comparações.

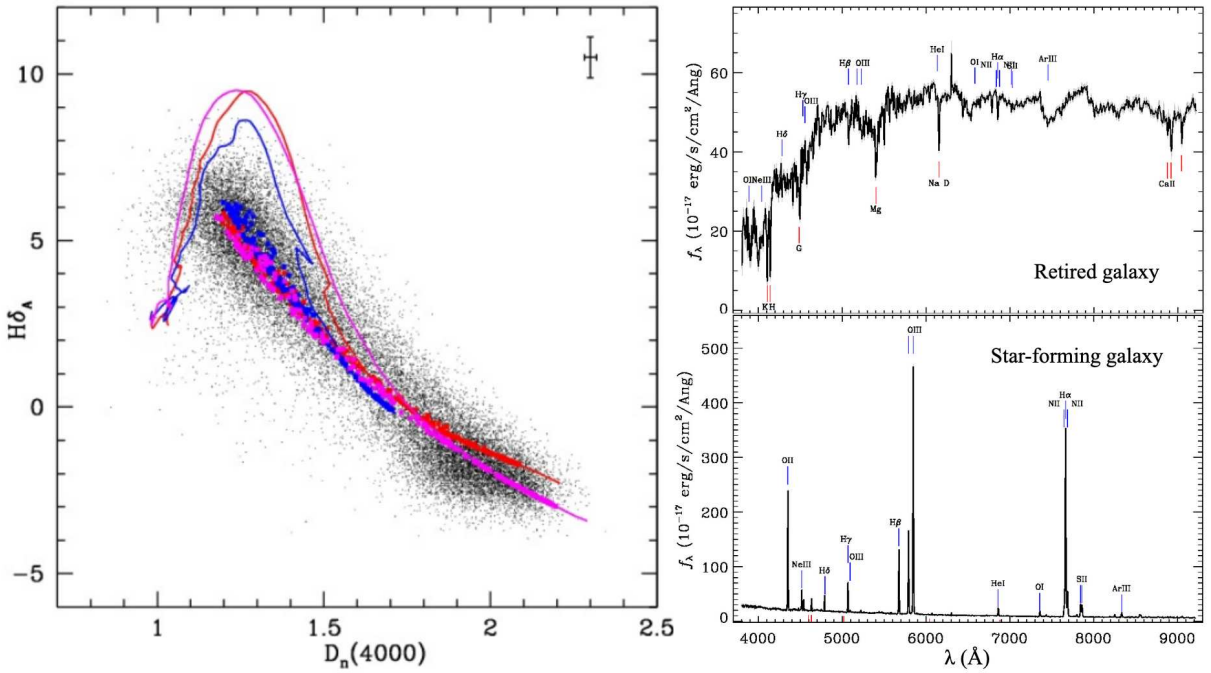


Figura 4 – Diagrama $D_n(4000)$-$H\delta_A$ para galáxias do SDSS (à esquerda), de Kauffmann et al. (2003). Cada ponto representa uma galáxia observada, enquanto as linhas e pontos coloridos indicam modelos de populações estelares, cada cor para uma metalicidade diferente. À direita, exemplos de espectros do SDSS para uma galáxia *retired* (acima) e uma galáxia *star-forming* (abaixo), ilustrando as diferenças de forma e características de absorção e emissão.

Fonte: Figura da direita foi retirada de Kauffmann et al. (2003) e da esquerda foi obtida em `https://skyserver.sdss.org/dr19/VisualTools/quickobj`.

O diagrama $D_n(4000)$-$H\delta_A$ (Figura 4) permite distinguir galáxias com formação estelar contínua daquelas que passaram recentemente por eventos de *starburst* ou que já encerraram a formação estelar. Galáxias com valores baixos de $D_n(4000)$ e altos de $H\delta_A$ indicam populações jovens e formação estelar ativa, enquanto aquelas com altos $D_n(4000)$ e baixos $H\delta_A$ correspondem a galáxias evoluídas e passivas, classificadas como *retired*. Os espectros mostrados à direita ilustram essa diferença: a galáxia ativa (*star-forming*) apresenta linhas de emissão intensas de recombinação e excitação nebular (como Hα, [O III] e [N II]), enquanto a galáxia *retired* exibe predominantemente linhas de absorção estelar. Esses e vários outros diagnósticos espectroscópicos possibilitados pelos dados do SDSS, estabeleceram uma base observacional sólida para compreender os processos de formação e envelhecimento das populações estelares em diferentes tipos de galáxias.

Apesar desses enormes progressos, o SDSS apresenta uma limitação fundamental: sua espectroscopia é obtida por meio de uma abertura fixa de 3" (segundos de arco) de diâmetro, centrada em cada galáxia. Assim, cada galáxia possui apenas um espectro integrado dessa região[5]. Como consequência, não temos acesso às informações espaciais:

[5] Ou seja, a fração observada da galáxia pela fibra espectroscópica depende da distância (e do tamanho)

as propriedades de componentes distintas, como o bojo, o disco e os braços espirais, ficam misturadas ou algumas nem são detectadas, o que impede o estudo dos gradientes internos e dos processos físicos locais.

O advento da Espectroscopia de Campo Integral (IFS, *Integral Field Spectroscopy*) superou essa restrição ao permitir a obtenção simultânea de espectros para diferentes posições no campo de visão, o que possibilita o estudo de diferentes regiões de um objeto extenso. Nessa técnica, cada pixel de uma imagem bidimensional possui um espectro associado, resultando em um cubo de dados ($F_{x,y,\lambda}$), em que cada posição espacial (x, y), denominada *spaxel*, contém um espectro correspondente.

Essa abordagem é viabilizada por instrumentos denominados Unidade de Campo Integral (IFU, *Integral Field Unit*), projetados para dividir o campo de visão em múltiplas componentes espectrais, permitindo assim um campo de visão mais amplo e levando ao surgimento de grandes *surveys* baseados em IFU. Entre os principais levantamentos de IFS, destacam-se os *surveys* descritos a seguir.

1.1.2 Calar Alto Integral Field Area Survey

O *Calar Alto Integral Field Area Survey* (CALIFA)[6] foi um levantamento pioneiro no uso da espectroscopia de campo integral para o estudo de galáxias no Universo local (Sánchez, S. F. et al., 2012, 2016). Utilizando o telescópio de 3.5 m de Calar Alto (Espanha), o CALIFA observou cerca de 600 galáxias com diferentes morfologias e massas, cobrindo o intervalo espectral de 3700 a 7000 Å com um campo de visão (FoV, *Field of View*) hexagonal de 74"×64" e com resolução espectral (R= $\lambda/\Delta\lambda$) de $R \sim 1650$ (para 3700–5000 Å) e 850 (para 4300–7000 Å), e uma resolução espacial média de 1.1".

Esse *survey* foi crucial para consolidar a IFS como uma ferramenta essencial no estudo da estrutura e evolução das galáxias. Através dele, foram determinados os primeiros *gradientes radiais* de propriedades estelares e nebulares, como metalicidade, idade e razão massa-luz, em amostras representativas de galáxias (Pérez et al., 2013; González Delgado et al., 2014; Sánchez, S. F. et al., 2014; García-Benito et al., 2015; Sánchez, S. F. et al., 2016; González Delgado et al., 2015, 2016, 2017). Esses resultados forneceram evidências observacionais robustas de que as galáxias espirais crescem de dentro para fora (*inside-out formation*) e permitiram comparar, de forma sistemática, as estruturas das populações estelares e nebulares entre diferentes tipos morfológicos.

Um exemplo desses resultados é apresentado na Figura 5, que mostra os perfis

do objeto, podendo variar de apenas a parte central para galáxias com $z \sim 0$ até $> 50\%$ para galáxias mais distantes.

[6] http://califa.caha.es/

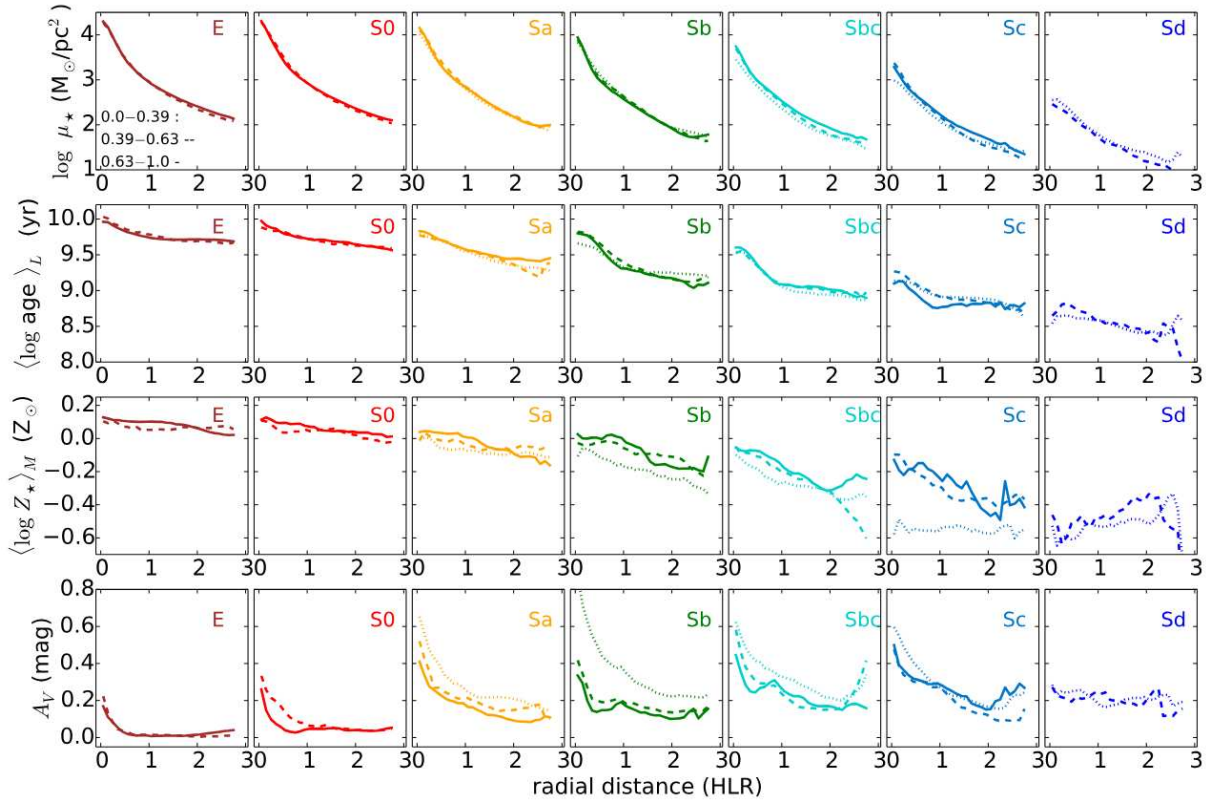


Figura 5 – Perfis radiais para diferentes propriedades (massa, idade, metalicidade e extinção, de cima para baixo), para diferentes tipos morfológicos para dados do CALIFA.

Fonte: Figura retirada de González Delgado et al. (2015)

radiais médios das propriedades físicas (densidade superficial de massa estelar, idade e metalicidade estelar média e extinção por poeira) ao longo da sequência de Hubble, conforme González Delgado et al. (2015). Essas propriedades foram obtidas por meio de síntese espectral, utilizando o código STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005), permitindo reconstruir a história de formação estelar e o enriquecimento químico em diferentes regiões das galáxias.

1.1.3 Mapping Nearby Galaxies at APO

O *Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory* (MaNGA)[7] é parte da quarta geração do SDSS e ampliou significativamente a abordagem IFS ao observar uma amostra de 10.000 galáxias (Bundy et al., 2015; Law et al., 2016). O MaNGA cobre o intervalo espectral de 3600 a 10300 Å com resolução espectral R $\sim$ 2000 e resolução espacial média de 2.5". Seus IFUs possuem campos de visão hexagonais com diferentes tamanhos, variando de 19 fibras (12") até 127 fibras (32").

[7] https://www.sdss4.org/surveys/manga/

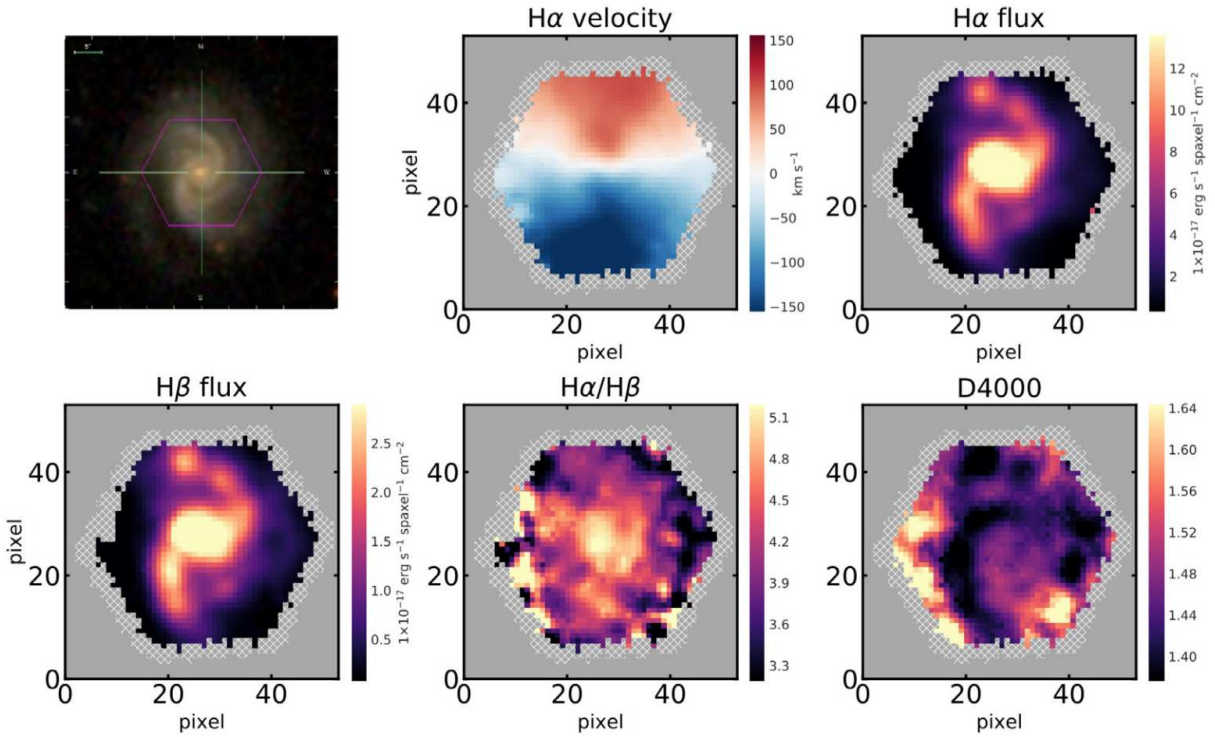


Figura 6 – Exemplo de mapas de propriedades físicas derivados dos cubos de dados do MaNGA. Da esquerda para a direita e de cima para baixo: imagem da galáxia no SDSS com o campo de visão do MaNGA sobreposto, mapa de velocidade do gás de Hα, fluxos de Hα e Hβ, razão Hα/Hβ e o índice $D_n(4000)$.

Fonte: Figura retirada de Roberts-Borsani et al. (2020)

A principal vantagem do MaNGA em relação ao CALIFA é o número de galáxias analisadas e a cobertura espectral, que é maior. Teve grande importância no estudo das relações internas do gás nebular (Barrera-Ballesteros et al., 2016; Belfiore et al., 2017; Sánchez, Sebastián F., 2020; Sánchez, S. F. et al., 2022a).

A Figura 6 mostra alguns mapas de propriedades obtidos com os cubos do MaNGA. O primeiro mapa mostra um RGB da galáxia e o segundo mapa mostra o campo de velocidade do gás ionizado da linha de Hα, revelando a rotação ordenada característica de galáxias dominadas por discos. Esses mapas de velocidade também permitem detectar a existência de regiões com distúrbios cinemáticos, e só são possíveis graças à espectroscopia. Os mapas de fluxos de Hα e Hβ indicam as zonas de formação estelar mais intensas, enquanto o mapa da razão Hα/Hβ fornece uma estimativa direta da extinção por poeira. Já o índice $D_n(4000)$ traça variações espaciais na idade média das populações estelares, sendo sensível à presença de populações jovens nas regiões de formação estelar ativa.

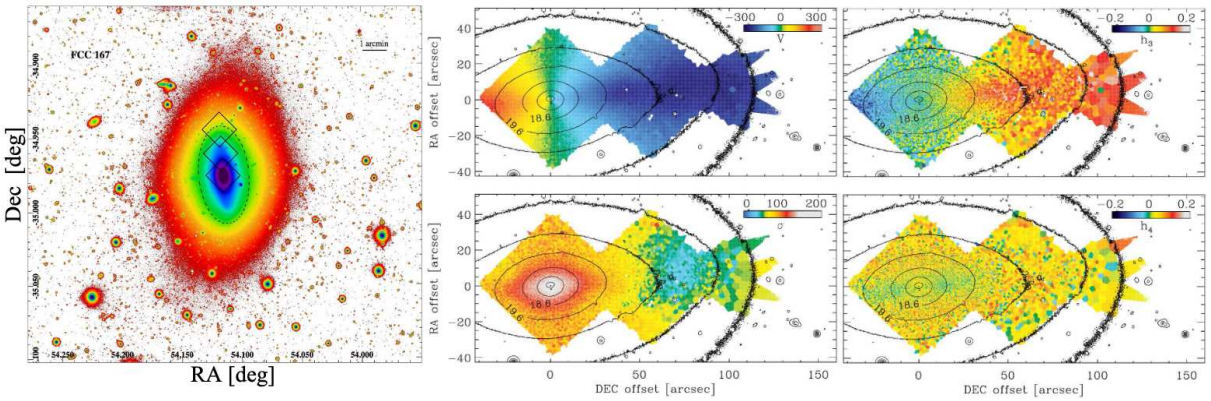


Figura 7 – Mais à esquerda, imagem na banda r da galáxia FCC 167, onde os quadrados em preto mostram os três campos observados pelo MUSE no Fornax3D. Mais à direita, são apresentados mapas cinemáticos obtidos a partir dos cubos do MUSE: velocidade, dispersão de velocidade e os momentos de mais alta ordem h_3 e h_4, mostrando assimetrias e variações. Esses dados revelam a complexa estrutura cinemática das galáxias *early-type* no aglomerado de Fornax.

Fonte: Figuras retiradas de Sarzi et al. (2018)

1.1.4 Fornax3D

Os *surveys* anteriores tinham objetivos mais gerais, focando em obter mapas e resultados estatísticos para diferentes tipos de galáxias, permitindo análises separadas por tipos morfológicos, diferentes massas, etc. Outros projetos, como o Fornax3D (Sarzi et al., 2018), têm objetivos mais específicos, focando, por exemplo, nos efeitos do ambiente. Esse *survey* faz estudos detalhados de 33 galáxias na região central do aglomerado de Fornax, um ambiente ideal para investigar a arqueologia de galáxias *early-type*.

Embora o número de galáxias seja bem menor do que nos *surveys* anteriores, o Fornax3D se destaca pela alta resolução espacial e qualidade espectral dos dados, obtidos com o instrumento *Multi Unit Spectroscopic Explorer* (MUSE) (Bacon et al., 2010), instalado no *Very Large Telescope* (VLT) de 8.2 metros de diâmetro, do ESO, no Chile. O MUSE cobre o intervalo de 4750 a 9300 Å, com uma resolução espectral média de R $\sim$ 3000. O FoV é de 1×1 arcmin^2, composto por *spaxels* de 0.2×0.2 arcsec^2, combinando alta sensibilidade e cobertura espectral com resolução espacial inferior a 1", permitindo explorar detalhes finos das estruturas internas das galáxias, como regiões de formação estelar, discos internos e componentes cinemáticos complexos (Leibundgut et al., 2019).

A Figura 7 é um exemplo dos resultados obtidos pelo Fornax3D. À esquerda, vemos a galáxia FCC 167 na banda r, uma das *early-type* observadas na região central do aglomerado de Fornax. Os quadrados sobrepostos indicam os três apontamentos do MUSE necessários para cobrir desde o núcleo até as regiões mais externas da galáxia, demonstrando que, mesmo tendo um campo de visão maior do que o CALIFA e o MaNGA,

múltiplas observações são requeridas para mapear galáxias extensas próximas.

Os mapas mais à direita mostram propriedades cinemáticas derivadas dos espectros estelares: a distribuição de velocidade, a dispersão de velocidades e os momentos de mais alta ordem h_3 e h_4 (respectivamente, de cima para baixo, da esquerda para a direita). Esses mapas podem revelar detalhes sutis da dinâmica interna, como a presença de discos embutidos, rotações diferenciais e estruturas cinemáticas desacopladas, além de traços de fusões ou interações passadas.

1.2 A importância de propriedades espacialmente resolvidas para o estudo da evolução de galáxias

Durante décadas, o estudo das galáxias baseou-se em observações integradas, nas quais grande parte da luz de uma galáxia era combinada em um único espectro ou medida fotométrica. Esse tipo de dado fornece informações globais, como massa estelar total, idade média e taxa integrada de formação estelar, mas mascara a grande complexidade interna das galáxias. Cada galáxia é, na realidade, um sistema caracterizado por diversas componentes, como disco, bojo, barra, núcleos ativos, discos estelares, regiões de formação estelar, braços espirais e halos difusos, cada um com sua própria história evolutiva e características físicas.

No entanto, compreender a evolução galáctica exige mais do que medir propriedades médias: é necessário investigar como essas propriedades variam espacialmente. A distribuição do gás, das estrelas e da poeira, bem como seus movimentos e composições químicas, carrega informações cruciais sobre os processos que moldaram a galáxia ao longo do tempo. As observações de campo integrado, como as do SDSS, foram fundamentais para estabelecer tendências globais, mas não permitem separar as contribuições das diferentes regiões internas: o bojo, o disco e as zonas de formação estelar, por exemplo, acabam misturados em uma única medida.

Surveys baseados em IFS, como CALIFA e MaNGA, representam um avanço notável em relação aos levantamentos de espectroscopia integrada. Ao obter mapas bidimensionais das propriedades físicas, esses estudos revelam, por exemplo, gradientes radiais de metalicidade, indicando que as regiões centrais das galáxias são mais enriquecidas quimicamente do que suas bordas, evidência de que o crescimento galáctico ocorre predominantemente de dentro para fora. De forma análoga, as distribuições espaciais da formação estelar indicam se uma galáxia está diminuindo a taxa de formação estelar do disco de dentro para fora ou de fora para dentro, fornecendo pistas sobre os mecanismos de *quenching*.

Além disso, as propriedades cinemáticas obtidas a partir das velocidades do gás ionizado e das estrelas permitem identificar assinaturas de fusões, interações gravitacionais e instabilidades internas; fatores essenciais na construção de modelos de evolução estrutural. A distinção entre rotação ordenada e dispersão aleatória, por exemplo, ajuda a diferenciar galáxias dominadas por discos de galáxias formadas por processos de fusões violentas. Esses dados também revelam padrões sutis, como discos internos, rotações estelares e fluxos de gás, que fornecem evidências diretas de eventos passados de acreção e reorganização dinâmica.

Em suma, o estudo espacialmente resolvido das galáxias permite reconstruir suas histórias internas, quando e onde as estrelas se formaram, como o gás se distribuiu e como o enriquecimento químico progrediu. Essa abordagem transforma a galáxia de um ponto luminoso em um mapa dinâmico de processos físicos, revelando que sua evolução é um mosaico de eventos interligados no espaço e no tempo, fornecendo o elo observacional entre processos locais e globais.

1.3 O papel do ambiente na evolução das galáxias

Vimos nas seções anteriores que a cor, a morfologia e as propriedades internas das galáxias revelam aspectos fundamentais de sua estrutura e história evolutiva. Entretanto, esses fatores não atuam isoladamente: o ambiente em que uma galáxia se encontra exerce um papel igualmente crucial na determinação de suas propriedades físicas e na forma como essas evoluem ao longo do tempo cósmico. A compreensão do impacto do ambiente é, portanto, essencial para completar o quadro da evolução galáctica.

O ambiente pode ser entendido em diferentes escalas, desde sistemas mais isolados e pequenos grupos até aglomerados massivos e filamentos de larga escala. Em regiões de alta densidade, como aglomerados de galáxias, a interação gravitacional e hidrodinâmica entre os sistemas é intensa, enquanto em ambientes menos densos, como o *field* (campo), as galáxias evoluem de maneira mais isolada, dominadas por processos internos. A relação entre morfologia e o ambiente demonstra que galáxias elípticas e lenticulares são predominantes em aglomerados, enquanto espirais e irregulares são mais comuns em regiões de baixa densidade, de modo que a fração de elípticas aumenta com a densidade (Dressler, 1980). Essa correlação indica que o ambiente influencia não apenas a aparência, mas também a própria trajetória evolutiva das galáxias.

Diversos mecanismos físicos explicam as correlações com o ambiente. Entre os principais estão:

- ***Tidal forces* (forças de marés):** encontros próximos entre galáxias devido a interações gravitacionais podem distorcer suas estruturas, remover estrelas e gás das regiões externas e induzir episódios de formação estelar (*starbursts*) (Gnedin, 2003; Read et al., 2006).

- ***Ram-pressure stripping* (Pressão de arraste do meio intra-aglomerado):** Quando uma galáxia se move através do meio intra-aglomerado (ICM, *intracluster medium*), ela sofre uma pressão de arraste devido à colisão de seu gás com o gás quente e difuso do aglomerado. Quando essa pressão excede a força de ligação gravitacional que retém o gás na galáxia, o gás é literalmente arrancado, atingindo primeiro as regiões externas do disco, levando à interrupção da formação estelar e contribuindo para o *quenching* ambiental (Gunn; Gott, 1972).

- ***Strangulation* (ou *starvation*):** Durante a evolução de uma galáxia, a formação estelar depende de um suprimento contínuo de gás que resfria e se acumula a partir do halo de gás circundante. Em ambientes densos, como grupos ou aglomerados, esse processo pode ser interrompido devido à remoção ou ao aquecimento do gás do halo pela interação com o ICM. Assim, a galáxia deixa de receber gás, e a formação estelar cessa gradualmente à medida que o gás interno é consumido (Larson; Tinsley; Caldwell, 1980; Peng; Maiolino; Cochrane, 2015).

- **Fusões (*mergers*):** fusões de galáxias alteram suas morfologias e dinâmicas, podendo transformar espirais em elípticas e ativar núcleos galácticos ativos (AGNs) (Toomre, A.; Toomre, J., 1972; Hopkins et al., 2006, 2008).

- ***Harassment***: múltiplos encontros gravitacionais de alta velocidade aquecem o gás e perturbam as órbitas estelares, podendo resultar em alterações morfológicas (Moore et al., 1996).

Esses processos, muitas vezes atuando de forma simultânea, moldam a diversidade observada nas populações de galáxias. Assim, a distribuição das galáxias nos diagramas cor–massa reflete a soma desses efeitos. Estudos baseados em *surveys* têm demonstrado que o ambiente influencia não apenas as propriedades globais das galáxias, mas também suas estruturas internas. Gradientes de idade e metalicidade, por exemplo, variam conforme o ambiente: galáxias localizadas em aglomerados tendem a apresentar regiões externas mais pobres em gás e com populações estelares mais velhas, indicando que processos

como *ram-pressure stripping* removem o gás dos discos de fora para dentro, interrompendo gradualmente a formação estelar nas partes periféricas (Bluck et al., 2020).

Em síntese, o ambiente atua como um laboratório natural para compreender os mecanismos da evolução galáctica. Ele regula o fornecimento e a remoção de gás, e promove transformações estruturais que definem o ciclo de vida das galáxias. Assim, investigar o papel do ambiente é fundamental para entender não apenas como as galáxias evoluem individualmente, mas também como a estrutura em larga escala do Universo se forma e se transforma ao longo do tempo cósmico.

1.4 A nova geração de *surveys* fotométricos multi-banda de grande área: S-PLUS, J-PLUS e J-PAS

Nesse contexto, introduzimos os surveys utilizados neste trabalho: o *Southern Photometric Local Universe Survey* (S-PLUS) (Mendes de Oliveira et al., 2019) e seu equivalente no hemisfério norte, o *Javalambre Photometric Local Universe Survey* (J-PLUS) (Cenarro et al., 2019). Tanto o S-PLUS quanto o J-PLUS utilizam telescópios robóticos de 80 cm de diâmetro, equipados com uma câmera 1.4 deg^2 e operam com o mesmo sistema fotométrico de 12 filtros (sete estreitos e cinco largos, ver Figura 12) distribuídos na faixa óptica.

A Figura 8 ilustra as diferenças entre o FoV do J-PLUS e de diferentes *surveys* espectroscópicos baseados em IFU, como MaNGA, CALIFA (referido na figura como PMAS/PPaK), SAMI (Green et al., 2018), MEGARA (Paz et al., 2016), SAURON (Bacon et al., 2001) e MUSE (Bacon et al., 2010). Observa-se que, enquanto os IFUs tradicionais cobrem regiões $\lesssim 1'$, limitadas a partes centrais ou específicas das galáxias, o campo do J-PLUS (e S-PLUS) é muito maior, permitindo observar simultaneamente sistemas inteiros e seus arredores em um único apontamento, estendendo análises para amostras mais amplas e áreas muito maiores do céu (detalhes adicionais são apresentados no Capítulo 2).

Embora o S-PLUS e o J-PLUS não sejam *surveys* espectroscópicos, a informação fornecida por seus filtros possibilita realizar análises análogas às observações de IFS, porém cobrindo áreas muito maiores do céu e com boa resolução espacial. A Figura 9 ilustra o que seria um cubo de dados para esses *surveys*. Em Thainá-Batista et al. (2023) e Thainá-Batista et al. (2025) mostramos que é possível recuperar propriedades estelares e nebulares com alta precisão, oferecendo uma alternativa de baixo custo e grande campo de visão aos levantamentos espectroscópicos tradicionais, possibilitando, por exemplo, o estudo de grupos e aglomerados completos.

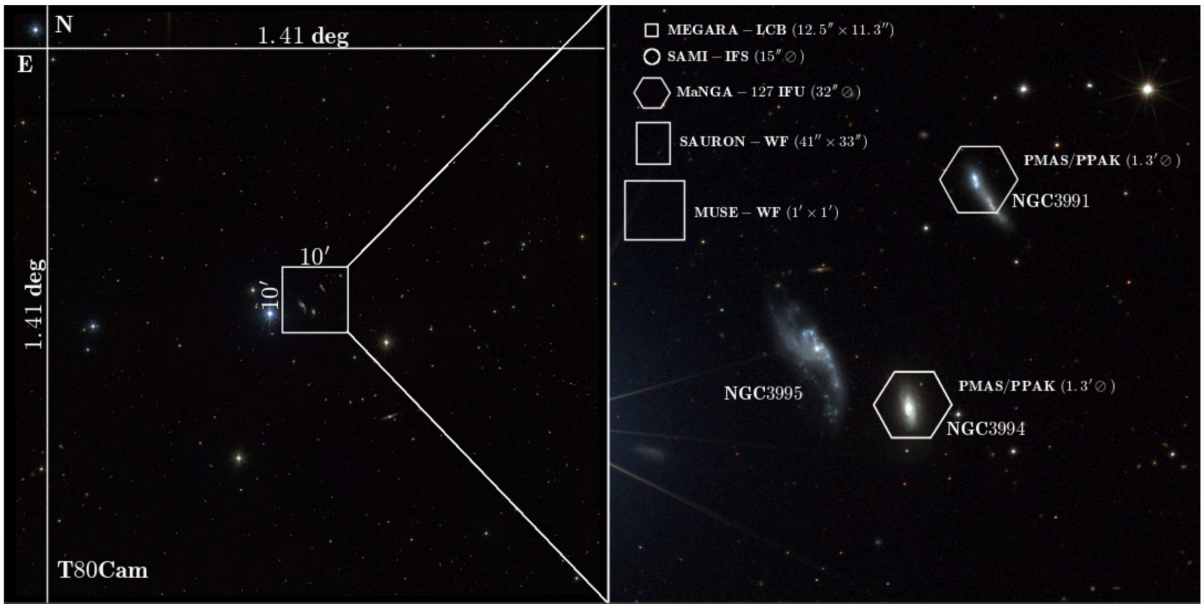


Figura 8 – Composição RGB de um campo do J-PLUS. *Esquerda:* imagem mostrando todo o campo. *Direita:* zoom de $10' \times 10'$ mostrando o tripleto de galáxias Arp 313, com FoV de diferentes IFUs, conforme escrito na figura.

Fonte: Figura retirada de Logroño-García et al. (2019).

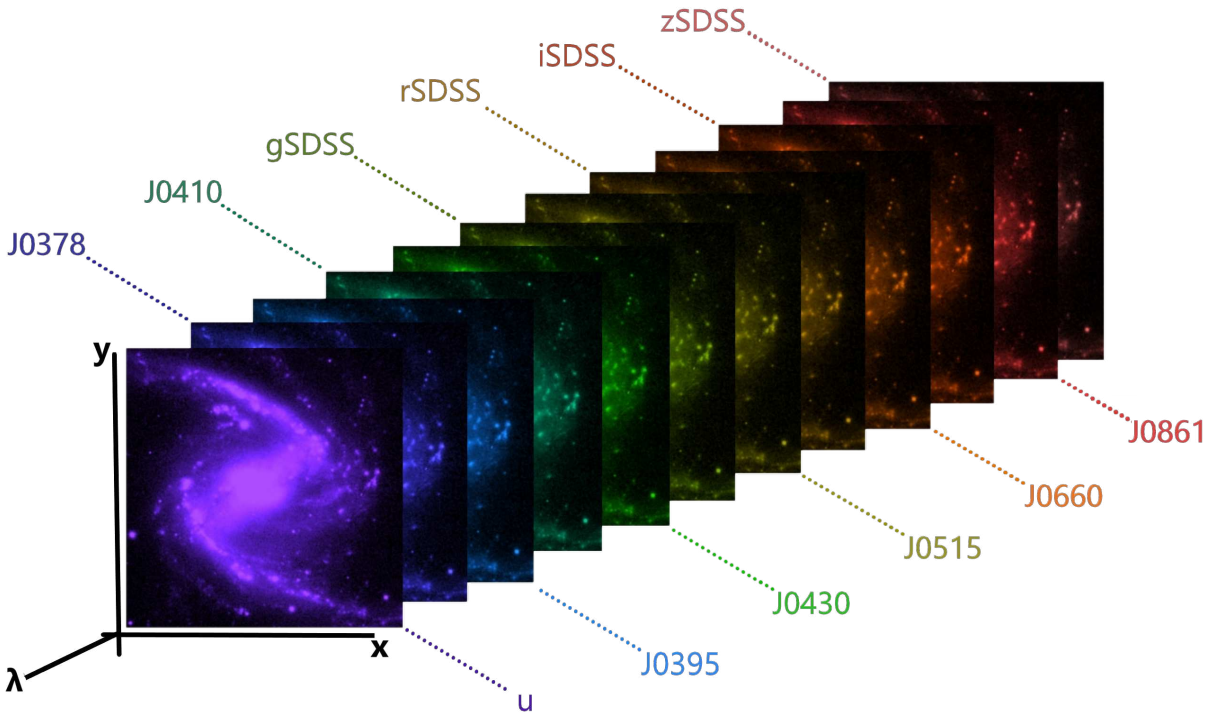


Figura 9 – Ilustração de um cubo de dados do S-PLUS da galáxia NGC 1365, em que cada imagem corresponde a um comprimento de onda distinto, representando cada um dos doze filtros. As dimensões espaciais x e y indicam as coordenadas projetadas da galáxia.

Fonte: Retirado de Thainá-Batista (2021).

O *Javalambre Physics of the Accelerating Universe Survey* (J-PAS) (Benitez et al., 2014; González Delgado et al., 2021), atualmente em andamento, amplia ainda mais esse conceito. Utilizando um telescópio de 2.55 m e um campo de visão de aproximadamente 4 $\deg^2$, o J-PAS cobre toda a faixa óptica com 54 filtros estreitos e resolução espectral efetiva de $R \sim 50$, permitindo medições mais precisas de *redshifts* e de propriedades físicas das galáxias. O *survey* precursor, o mini J-PAS (Bonoli et al., 2021), já possui resultados na literatura, demonstrando o potencial científico dessa abordagem fotométrica. A futura aplicação da metodologia desenvolvida nesta tese aos dados do J-PAS representa, portanto, uma perspectiva natural e promissora.

1.5 Motivação e objetivos gerais

Até que ponto dados puramente fotométricos podem reproduzir, com precisão comparável, as análises tradicionalmente obtidas com espectroscopia de campo integral? A partir dessa motivação, esta tese busca responder a três perguntas principais em relação à fotometria:

1. *Podemos extrair e medir de forma confiável intensidades e razões de linhas de emissão, bem como estimar propriedades estelares e nebulares de galáxias?*

2. *É possível realizar análises "IFU-like" com dados fotométricos do S-PLUS e J-PLUS?*

3. *Até que ponto essas informações permitem investigar efeitos ambientais e diferentes estágios evolutivos em populações galácticas?*

O objetivo geral deste trabalho é, portanto, demonstrar e validar o potencial dos levantamentos S-PLUS e J-PLUS como ferramentas para estudos espaciais e estatísticos da evolução de galáxias, consolidando uma metodologia.

Para alcançar esse objetivo, propomos uma análise detalhada das propriedades físicas de galáxias a partir de dados fotométricos multibanda, utilizando técnicas desenvolvidas e validadas em nossos estudos e no decorrer desta tese. As propriedades investigadas dividem-se em dois grandes grupos: (i) *propriedades estelares*, como a massa estelar total, idade média, metalicidade e atenuação por poeira, e (ii) *propriedades nebulares*, como as larguras equivalentes, fluxos e razões de linhas de emissão. A obtenção confiável dessas propriedades para grandes amostras de galáxias permite análises estatísticas robustas das diferenças e semelhanças entre sistemas de distintas morfologias e ambientes.

Organização deste trabalho:

Este trabalho está estruturado em duas partes principais. A primeira parte descreve as ferramentas desenvolvidas e utilizadas: (i) o pré-processamento dos cubos fotométricos do S-PLUS e J-PLUS (Section 2.5) e (ii) o código ALSTAR, responsável pela síntese fotoespectral (Capítulo 3, o qual foi escrito em alto grau de detalhes para servir como referência). Essas ferramentas foram desenvolvidas ou aprimoradas ao longo do doutorado e constituem a base metodológica de todos os resultados apresentados.

A segunda parte apresenta as aplicações científicas das metodologias empregadas, correspondentes a três artigos (dois publicados e um submetido). Os Capítulos 4 e 5 resumem os artigos com os principais resultados, complementando-os com análises adicionais e detalhes que não foram incluídos nas versões publicadas. Esses trabalhos abrangem desde a validação do método (Thainá-Batista et al., 2023) até sua aplicação ao estudo espacialmente resolvido das galáxias dos grupos M101 e M51 (Thainá-Batista et al., 2025), consolidando o uso de fotometria multibanda como ferramenta poderosa para estudos de evolução de galáxias.

Por fim, o Capítulo 6 apresenta as conclusões gerais e as perspectivas futuras, incluindo a expansão da metodologia para novas amostras de galáxias e a integração com os dados J-PAS.

2 S-PLUS E J-PLUS: DADOS E PRÉ-PROCESSAMENTO

Este capítulo descreve os dados utilizados neste trabalho, provenientes de dois levantamentos fotométricos de grande área: o S-PLUS e o J-PLUS. O telescópio, a câmera e o conjunto de filtros utilizados no S-PLUS são idênticos aos do J-PLUS, diferenciando-se apenas na localização: o J-PLUS está instalado no hemisfério Norte, enquanto o S-PLUS observa o hemisfério Sul. Essa instrumentação idêntica garante a homogeneidade dos dados para praticamente todo o céu.

Ambos os *surveys* abrangem uma ampla gama de pesquisas, desde estudos do Sistema Solar (como asteroides), passando pela Via Láctea (estrelas variáveis, binárias eclipsantes, aglomerados estelares), até temas extragalácticos e cosmológicos. A seguir, apresentam-se alguns detalhes sobre a instrumentação, o sistema de filtros e o potencial científico desses levantamentos. Mais informações podem ser encontradas em Mendes de Oliveira et al. (2019) e Cenarro et al. (2019).

2.1 Instrumentação

Os telescópios *Javalambre Auxiliary Survey Telescope* (JAST/T80) e T80-South (T80S) possuem uma montagem equatorial alemã, cuja configuração óptica consiste em um Ritchey-Chretien Cassegrain com uma abertura de 0.826m. O telescópio JAST/T80 se localiza no *Observatorio Astrofísico de Javalambre* (OAJ, Cenarro et al., 2014), na Espanha. Sua câmera, a T80Cam (Marín-Franch, Antonio et al., 2015)(denominada T80Cam-S no S-PLUS), é equipada com um Dispositivo de Carga Acoplada (CCD, *Charge-Coupled Device*) de 9232×9216 pixels de $10\,\mu$m, com uma escala de placa de $0.55\,\mathrm{arcsec\,pixel}^{-1}$ e um FoV de aproximadamente $1.7\,\mathrm{deg}^2$ (110 mm de diâmetro físico) com desempenho óptico completo, podendo atingir cerca de $2\,\mathrm{deg}^2$ (130 mm) no total, com leve degradação. A Figura 10 mostra o JAST/T80 dentro de sua cúpula.

O T80-South (T80S), por sua vez, está localizado no Observatório Interamericano de Cerro Tololo (CTIO), no Chile, instalado em uma cúpula dedicada (Figura 11). O T80S é operado de forma robótica pelo sistema de controle *Chimera*, desenvolvido em Python[1] pelo grupo do Dr. Antônio Kanaan (UFSC). Esse sistema converte os subsistemas do observatório em objetos acessíveis pela rede local, possibilitando o controle distribuído do

[1] https://github.com/astroufsc/chimera

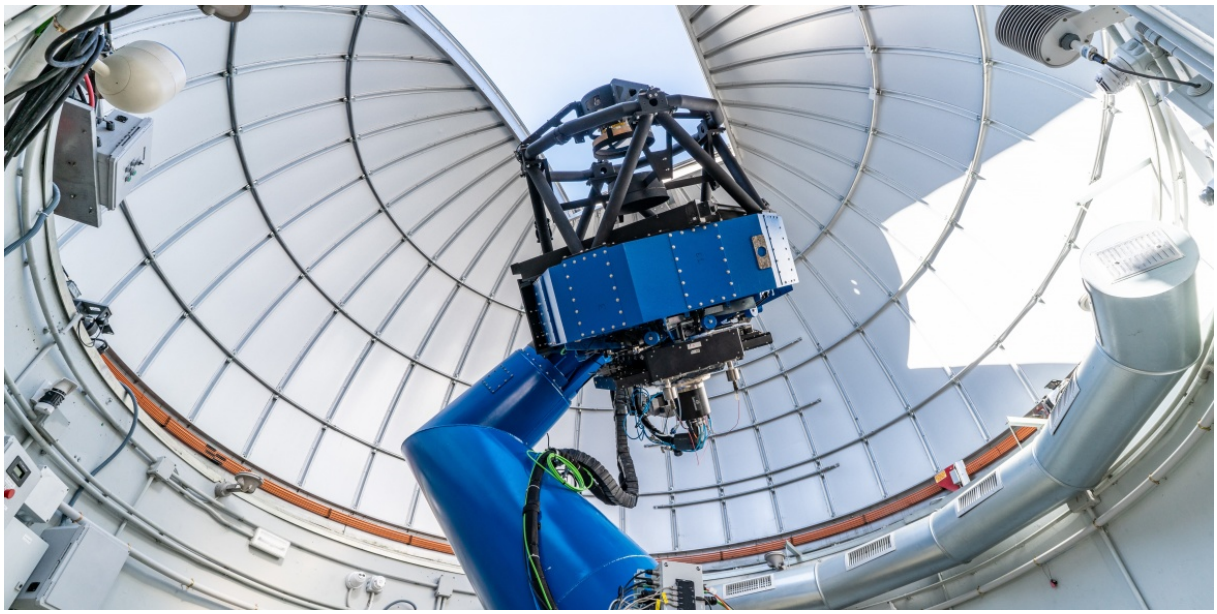


Figura 10 – Imagem do JAST/T80 dentro da cúpula, no *Observatorio Astrofísico de Javalambre*.

Fonte: https://www.j-plus.es/news/telescope, créditos: CEFCA



Figura 11 – T80-South localizado no Observatório Internacional de Cerro Tololo, no Chile. Na imagem, o T80S está na maior cúpula à esquerda.

Fonte: IAG-USP, https://sites.usp.br/splus/

equipamento. Além disso, um algoritmo supervisor é responsável por monitorar continuamente as condições atmosféricas, executando as observações de acordo com os critérios preestabelecidos. O telescópio é capaz de se deslocar entre posições opostas do céu em menos de um minuto e meio, sendo o tempo de movimento da cúpula o principal limitante nesse processo.

2.2 Sistema de filtros

Um dos principais diferenciais do J-PLUS e do S-PLUS é o sistema fotométrico de 12 filtros. Esse conjunto foi especialmente projetado para permitir tanto a caracterização detalhada de estrelas quanto o estudo de populações estelares e do gás em galáxias próximas. O sistema é composto por cinco filtros de banda larga, *u, g, r, i, z*, referenciados como *uJAVA, gSDSS, rSDSS, iSDSS* e *zSDSS*, os quais fornecem a forma geral do contínuo espectral das fontes. Os outros sete filtros são de banda estreita (*J0378, J0395, J0410, J0430, J0515, J0660, J0861*), estrategicamente posicionados para coincidir com regiões espectrais relevantes: [O II]λ3727, Ca II H+K, Hδ, banda G, tripleto do Mgb, Hα e o tripleto do Ca II.

A Figura 12 mostra as curvas de transmitância (R_λ) dos filtros do S-PLUS e do J-PLUS, considerando a transmissão atmosférica, a eficiência do CCD, as lentes do sistema óptico e a refletividade do espelho primário. Embora projetados para serem idênticos, notam-se claras diferenças nas curvas de transmitância da Figura 12, na qual vemos que a eficiência das curvas do J-PLUS é 0.1 menor que no S-PLUS, além de ser mais suave.

Esse sistema foi otimizado para a classificação estelar e para a determinação precisa de parâmetros fundamentais como temperatura efetiva ($T_{\rm eff}$), gravidade ($\log g$) e metalicidade ([Fe/H]) (Gruel et al., 2012; Marín-Franch et al., 2012). Para galáxias, destaca-se o filtro $J0660$, que detecta a linha de emissão Hα (para $z \lesssim 0.019$). Além disso, os filtros mais azuis (*J0378, J0395, J0410 e J0430*) possibilitam amostrar a região do break de 4000 Å (D4000), uma importante região para diagnosticar idades de populações estelares. Dessa forma, a combinação desse conjunto de filtros largos e estreitos oferece uma ampla cobertura espectral, que permite a identificação das principais características espectrais estelares, tanto pelas linhas de absorção quanto pelo contínuo. Na Tabela 2 é possível verificar as informações de cada filtro, assim como a largura a meia altura (FWHM, *Full Width at Half Maximum*) e o comprimento de onda pivô ($\lambda_{\rm pivô}$).

As Figuras 15 e 16 mostram como as galáxias NGC 1365 e M101 são vistas em cada um dos 12 filtros, sem pré-processamento.

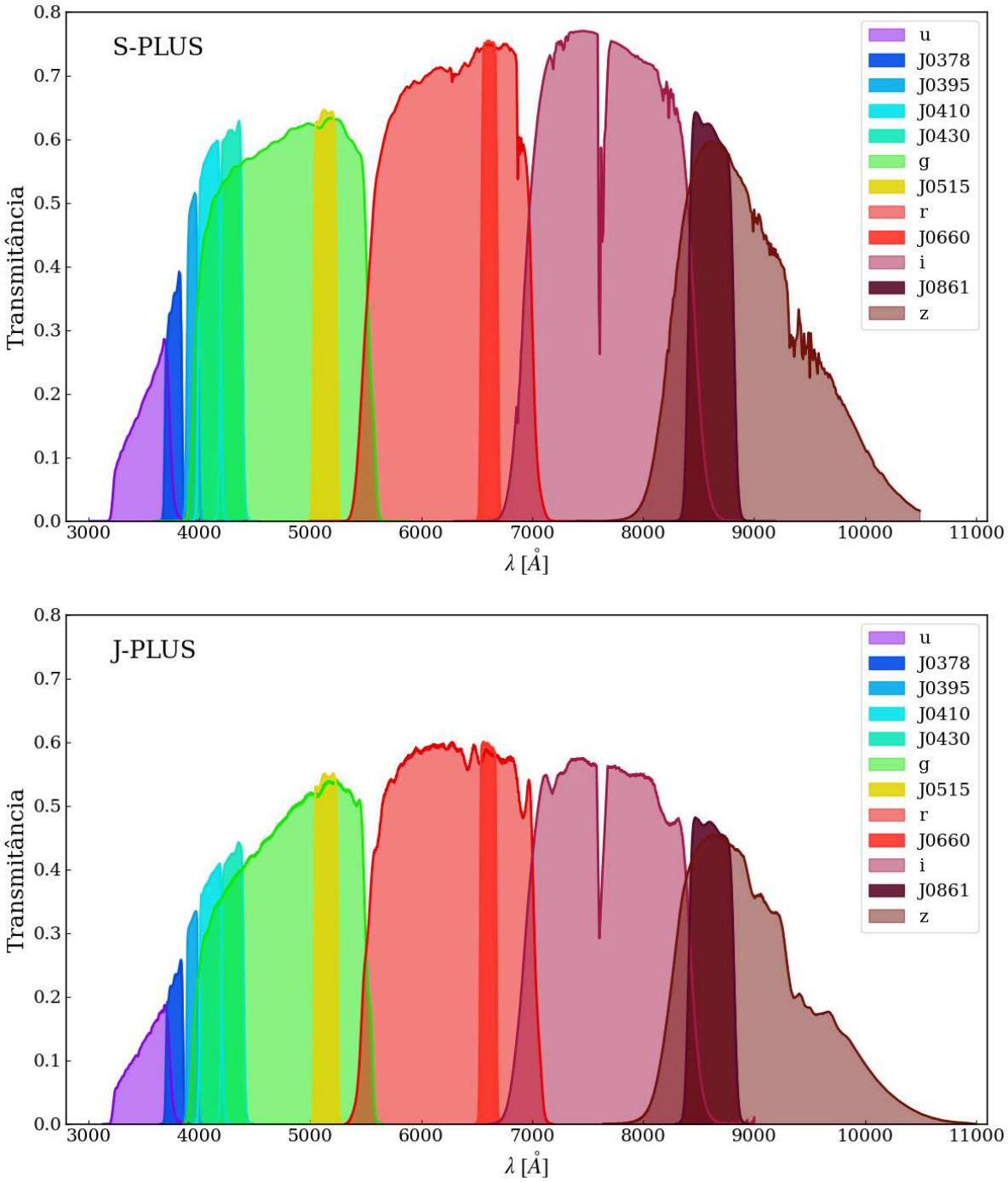


Figura 12 – Curvas de transmitância indicando a eficiência total dos filtros S-PLUS e J-PLUS, obtidas através das curvas de transmissão média do filtro, considerando efeitos de transmissão atmosférica, a eficiência do CCD, lentes e as curvas de refletividade do espelho primário. As curvas e os nomes dos filtros seguem as cores de acordo com a legenda à direita.

Tabela 2 – Características dos filtros do S-PLUS e J-PLUS com os seus respectivos comprimentos de onda pivô e FWHM correspondentes.

Nome do Filtro	$\lambda_{\text{pivô}}$ **(Å)**		**FWHM (Å)**		**Comentários**
	S-PLUS	J-PLUS	S-PLUS	J-PLUS	
u	3533	3533	325	508	*Javalambre u*
$J0378$	3773	3782	151	168	[O II]
$J0395$	3941	3939	103	100	Ca H+K
$J0410$	4095	4108	200	200	Hδ
$J0430$	4292	4303	200	200	*G-band*
g	4758	4790	1505	1409	*SDSS-like g*
$J0515$	5133	5141	207	200	Mgb Triplet
r	6252	6257	1437	1388	*SDSS-like r*
$J0660$	6614	6604	147	145	Hα
i	7671	7657	1507	1535	*SDSS-like i*
$J0861$	8607	8610	410	400	Ca Triplet
z	8941	8965	1270	1409	*SDSS-like z*

Fonte: Herpich et al. (2024) e López-Sanjuan et al. (2024)

2.3 Potencial Científico

O S-PLUS objetiva mapear uma área de 9300 deg^2 da esfera celeste do hemisfério sul, o J-PLUS 8500 deg^2 do norte, cobrindo juntos cerca de metade do céu e fornecendo um legado científico abrangente tanto no estudo da Via Láctea quanto de galáxias no Universo próximo. A Figura 13 mostra a área do céu planejada para a observação com o S-PLUS, sendo que 3023 deg^2 já foram observados no *Data Release* (DR) 4 (Herpich et al., 2024). Para o J-PLUS temos 3284 deg^2 observados com o DR3 (López-Sanjuan et al., 2024), distribuídos conforme a Figura 14.

Embora a instrumentação de ambos *surveys* seja projetada idêntica, cada um segue diferentes estratégias de observação. Ainda assim, o potencial científico é semelhante. No campo da arqueologia Galáctica, os dados do S-PLUS levaram à descoberta de uma das estrelas mais pobres em metais já observadas, com abundâncias químicas que fornecem pistas diretas sobre as primeiras gerações de estrelas no Universo (Placco et al., 2021). Outros exemplos de estudos em andamento e também de estudos já publicados são: a exploração do halo da Via Láctea (Whitten et al., 2021), e a identificação de nebulosas planetárias (Gutiérrez-Soto et al., 2020). Outro exemplo é a identificação e o estudo de populações estelares de aglomerados globulares (Buzzo et al., 2022; Hartmann et al., 2022; Chies-Santos et al., 2022); uma das formas de fazer isso é a partir de diagramas cor-magnitude derivados de combinações de filtros sensíveis a elementos químicos leves.

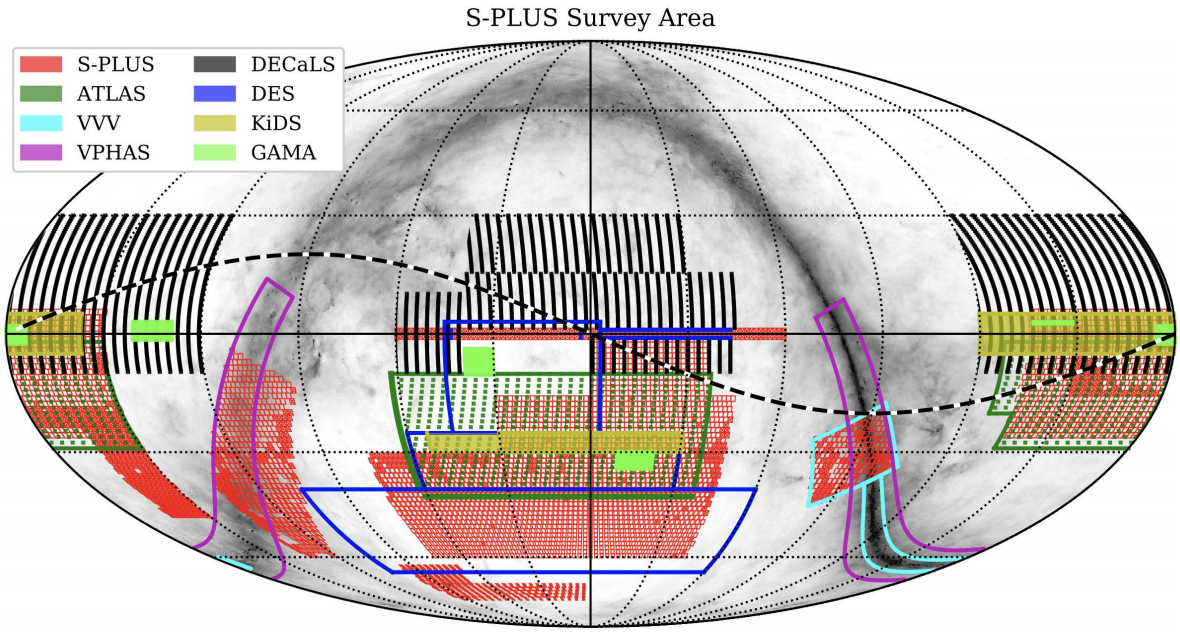


Figura 13 – Diagrama em coordenadas equatoriais mostrando alguns dos principais levantamentos ópticos e infravermelhos próximos no hemisfério sul, onde são omitidos os levantamentos SkyMapper e Gaia (que cobrem o sul e todo o céu, respectivamente) e o LSST que cobrirá todo o hemisfério sul. Seguindo o código de cor da legenda da figura: ATLAS (Shanks et al., 2015), VPHAS+, DECaLS, DES (Dark Energy Survey Collaboration, 2016), KiDS (Jong et al., 2015) e GAMA. A única pesquisa de infravermelho próximo exibida é VISTA-VVV, em contornos azul-claro, principalmente sobre o bojo Galáctico, sobreposta ao S-PLUS. A linha tracejada preta representa a eclíptica. A imagem de fundo é o mapa de extinção de Schlegel, Finkbeiner e Davis (1998).

Fonte: Figura 1 retirada de Mendes de Oliveira et al. (2019).

Com o J-PLUS e o S-PLUS também é possível realizar estudos extragalácticos. Têm-se estudos explorando o ambiente, a decomposição disco-bojo (Lima-Dias et al., 2024), grupos compactos (Montaguth et al., 2023) e a morfologia de galáxias (Bom et al., 2021, 2024). Um grande potencial é o estudo de aglomerados, como Fornax, por exemplo (Smith Castelli et al., 2024; Lopes et al., 2025), no qual há outros estudos interessantes em andamento, como o estudo de galáxias elípticas azuis e galáxias *jellyfish*. Em andamento, no S-PLUS tem-se a construção de um novo catálogo multibanda contendo desde galáxias isoladas até grupos e aglomerados, estendendo catálogos já existentes do hemisfério sul.

O filtro $J0660$ permite mapear regiões H II e medir taxas de formação estelar de forma integrada ou espacialmente resolvidas, em amostras estatisticamente significativas de galáxias até $z \lesssim 0.017$ (Vilella-Rojo et al., 2015; Logroño-García et al., 2019). Estudos recentes demonstraram que os fluxos de [N II]$\lambda\lambda$6548,6583 + Hα derivados do S/J-PLUS são consistentes com medidas espectroscópicas independentes, validando a metodologia (Rahna et al., 2025; Lopes et al., 2025).

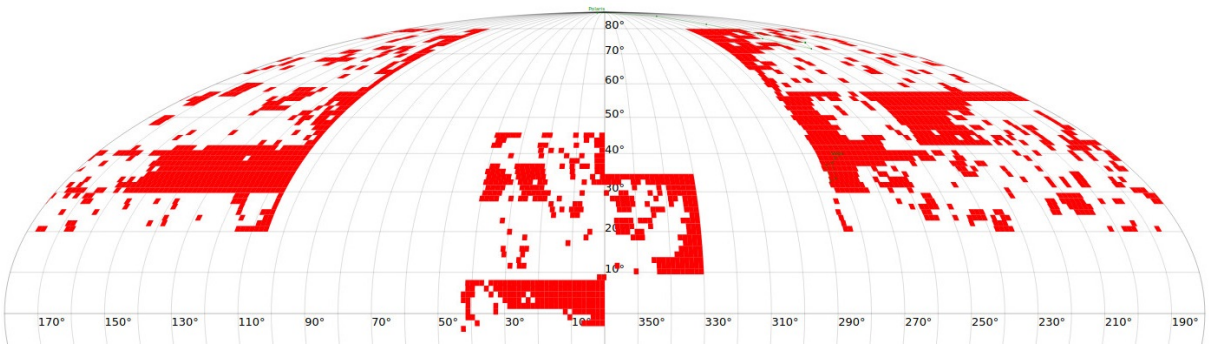


Figura 14 – Área observada pelo J-PLUS no DR3, representada em vermelho.

Fonte: Figura retirada de https://www.j-plus.es/datareleases/data_release_dr3

Além disso, os outros filtros estreitos no azul possibilitam explorar outras emissões que geralmente são mais fracas, como a linha [O III]λ5007, para uma janela de *redshift* $0.006 < z < 0.047$. O estudo dessa linha permite compreender processos de ionização em galáxias. Por exemplo, Lumbreras-Calle et al. (2022) identificou novas galáxias de linhas de emissão extrema *(extreme emission line galaxies, EELGs)*. Outro grande potencial desses *surveys* é uma análise da distribuição espectral de energia, *Spectral Energy Distribution* (SED), permitindo o estudo de propriedades de populações estelares, que pode ser bem medido devido à ampla cobertura de comprimento de onda e ao conjunto dos 12 filtros (San Roman et al., 2019).

2.3.1 Este trabalho no contexto S-PLUS e J-PLUS

O trabalho desenvolvido ao longo desta tese insere-se e engloba exatamente estes últimos tópicos. Primeiramente, o objetivo central foi aprimorar e aplicar um método de síntese espectral para extrair, simultaneamente, as propriedades das populações estelares e os fluxos das linhas de emissão[2] a partir dos dados fotométricos de 12 bandas. Este método foi implementado no código ALSTAR e validado em meu primeiro artigo, que demonstrou a consistência dos resultados com dados espectroscópicos (Thainá-Batista et al., 2023).

Posteriormente, a metodologia foi aplicada para investigar e obter mapas de propriedades de populações estelares e linhas de emissão em grupos de galáxias (M101 e M51), com detalhes em Thainá-Batista et al. (2025) e Thainá-Batista *et al.*, (*submetido*). Esses resultados também se situam em um panorama mais amplo, permitindo estudar a influência do estado dinâmico e da massa de grupos na evolução de galáxias.

A ampla área observada pelo S-PLUS e J-PLUS permite analisar desde a estrutura interna de galáxias até estruturas em grande escala, como grupos e aglomerados de galáxias,

[2] Não apenas [N II]+ Hα, mas também as linhas individuais. Detalhes na Seção 3.

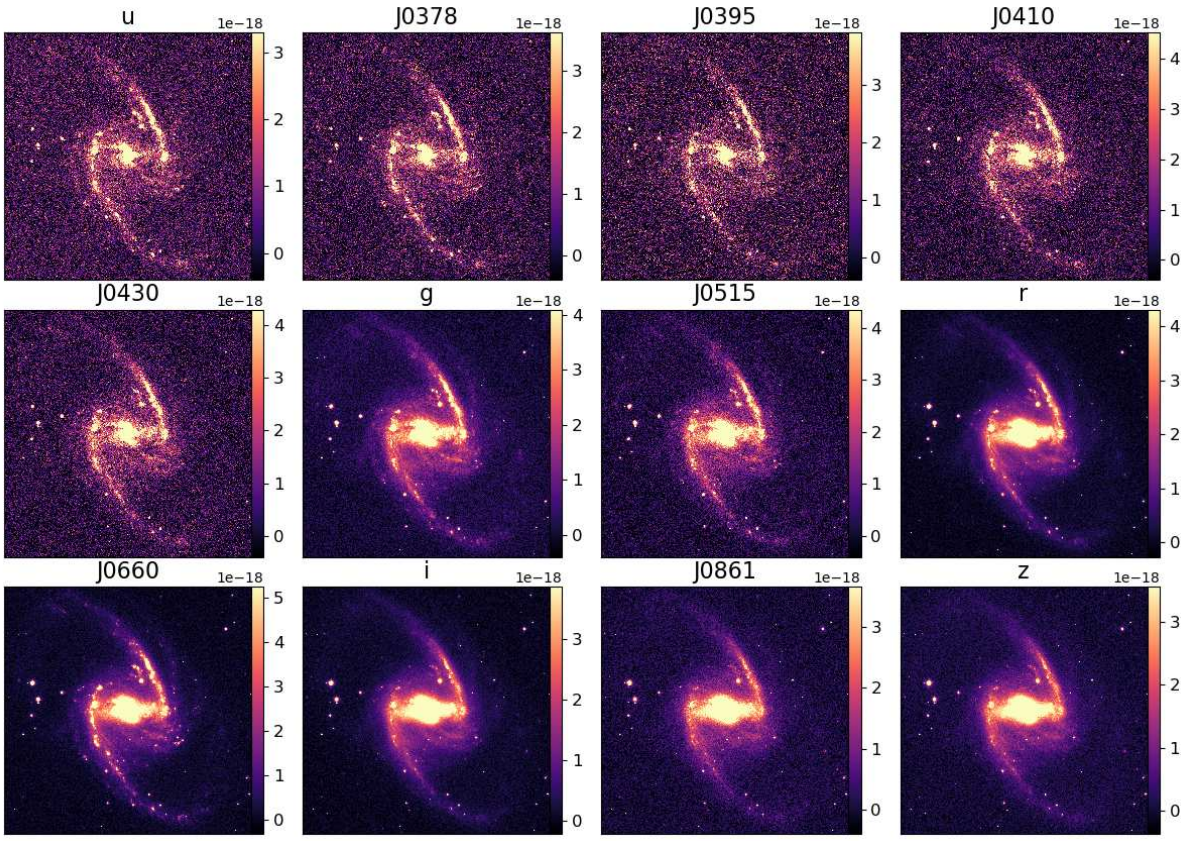


Figura 15 – Imagens dos dados crus para os 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC 1365, ou seja, sem recorte, máscara ou pré-processamento. As imagens estão em unidades de fluxos erg s^{-1} cm^{-2} $Å^{-1}$ (por pixel).

proporcionando, assim, a investigação dos efeitos do ambiente na evolução galáctica. O trabalho segue nessa linha.

2.4 Cubos de dados

O objetivo central deste trabalho é o estudo de propriedades estelares e nebulares espacialmente resolvidas em galáxias próximas. Para isso, os dados utilizados são organizados no formato de cubos, aqui denominados *Scubes* (para o S-PLUS) e *Jcubes* (para o J-PLUS). Cada cubo contém duas dimensões espaciais (x, y) e uma terceira dimensão correspondente aos 12 filtros do S/J-PLUS, conforme ilustrado na Figura 9. Assim, cada cubo é formado por 12 imagens em que o valor de cada pixel representa o fluxo medido (Figuras 15 e 16) e outras 12 imagens correspondentes ao erro estimado (Figuras 17 e 18).

Os cubos do S-PLUS são produzidos a partir de recortes das imagens disponibilizadas no banco de dados do levantamento[3]. Esse processo inclui a calibração fotométrica

[3] https://splus.cloud/

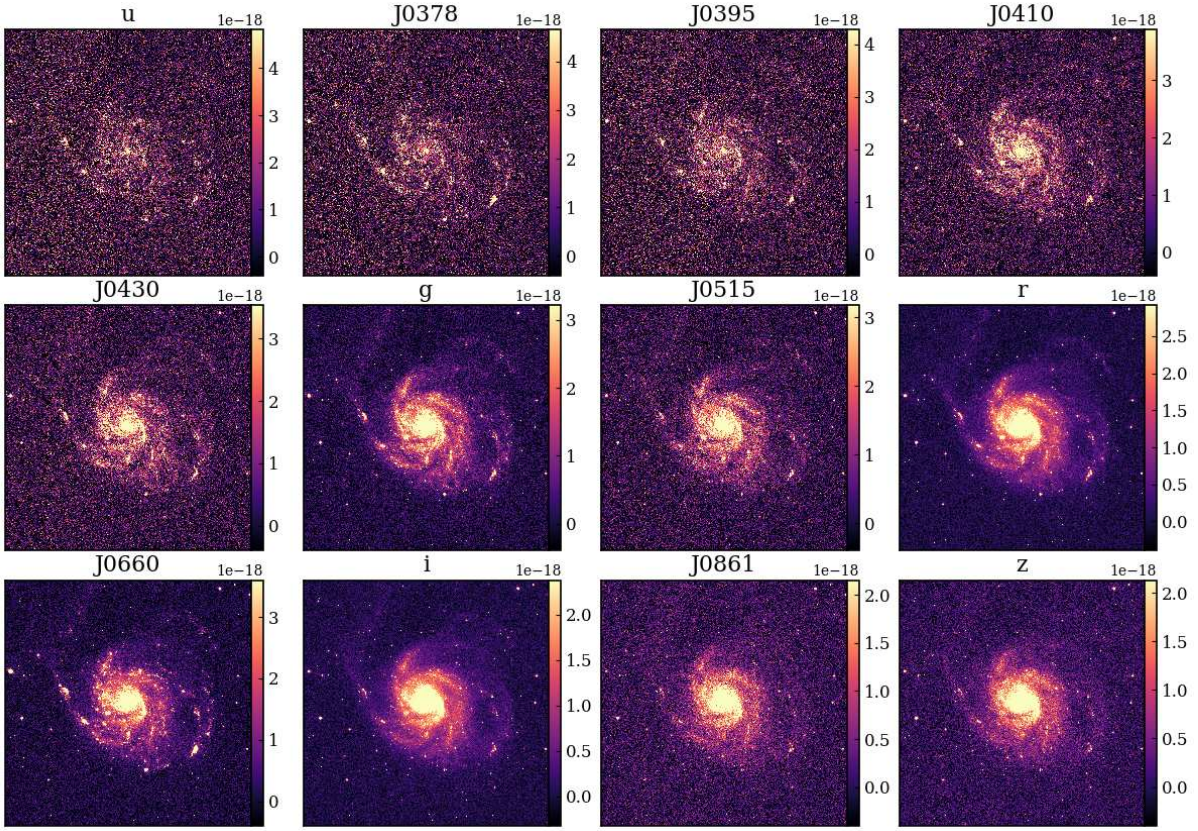


Figura 16 – Como a Figura 15, mas para dados do J-PLUS para a galáxia M101.

(via *zero-points*), a conversão para fluxo e a estimativa dos erros, e é realizado por meio de um programa desenvolvido pelo Dr. Fábio Rafael Herpich, posteriormente aprimorado pelo Dr. Eduardo A. Duarte Lacerda e disponibilizado no pacote `splusdata`[4] em Python (Lacerda et al., 2026). De forma análoga, os *Jcubes* são construídos a partir do banco de dados do J-PLUS[5], utilizando a ferramenta em Python `Py2DJPAS`, desenvolvida pelo Dr. Julio Esteban Rodriguez Martin; mais detalhes sobre o processo em Rodríguez-Martín et al. (2025). Ambos os cubos são armazenados no formato FITS (*Flexible Image Transport System*).

Ao observar as Figuras 15 e 16, nota-se que, além dos filtros mais azuis apresentarem maior ruído, os filtros estreitos também são mais ruidosos quando comparados aos de banda larga, já que transmitem menos fótons por definição. Em alguns casos, como no filtro u da Figura 16, torna-se difícil identificar a estrutura da galáxia. Além disso, é notável a presença de fluxos negativos, mais frequentes nas bandas azuis, mas presentes em todas as bandas. Esses aspectos evidenciam limitações na qualidade dos dados e reforçam a necessidade de métodos para melhorá-los. Ressalta-se ainda que a grande quantidade de ruído nos filtros azuis impacta diretamente o estudo da síntese de populações estelares,

[4] O cubo é gerado com a função `SCubes`, a partir do pacote `splusdata.scubes.core`

[5] https://archive.cefca.es/catalogues/jplus-dr3

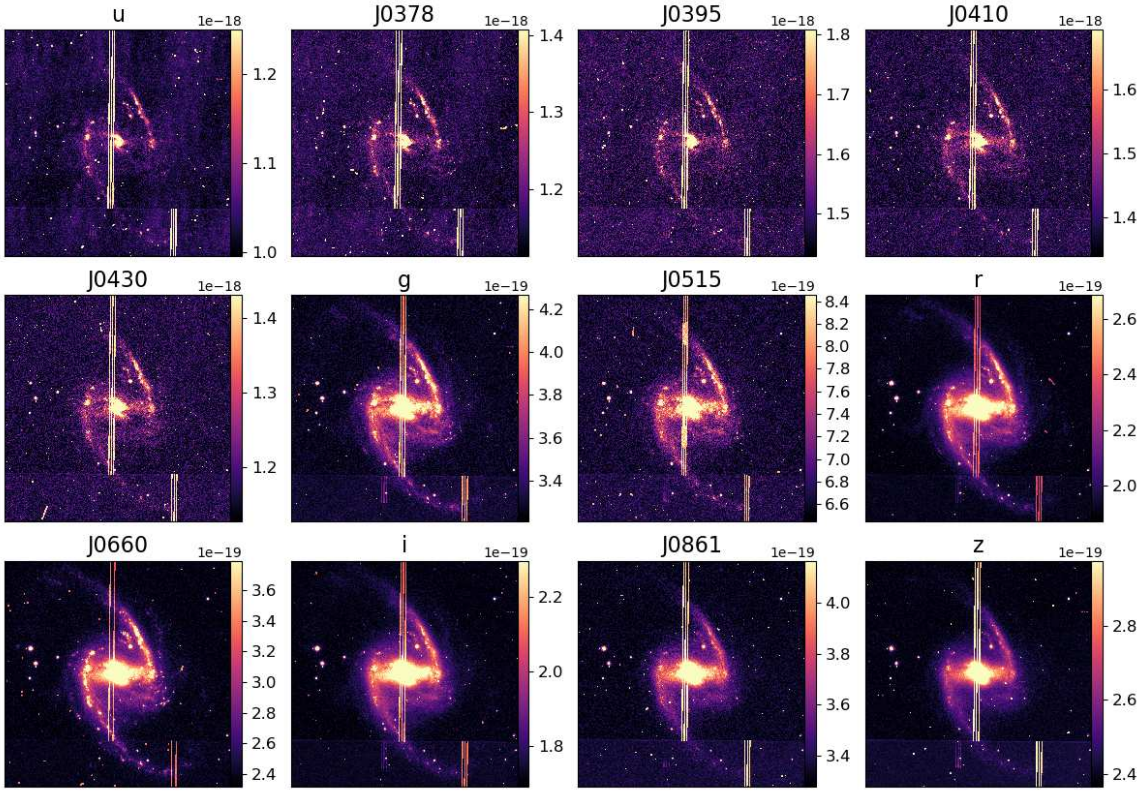


Figura 17 – Imagens dos erros nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC 1365. Os erros estão em unidades de erg s^{-1} cm^{-2} $Å^{-1}$.

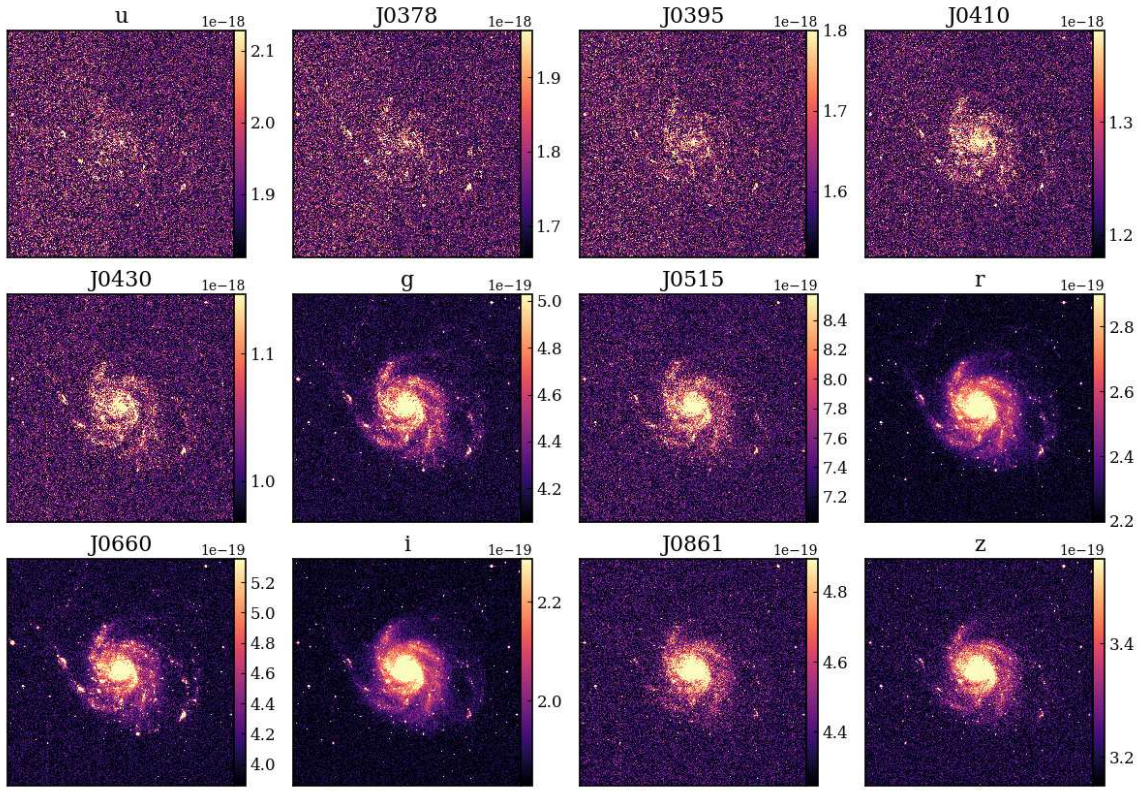


Figura 18 – Como na Figura 17, mas para dados do J-PLUS para a galáxia M101.

para o qual essa região do espectro é crucial.

A avaliação quantitativa da qualidade dos dados depende do conhecimento dos erros, que permitem, por exemplo, medir a razão sinal-ruído (SN). A caracterização adequada dos erros é essencial, pois define a relevância de cada dado para a análise científica, evitando conclusões enviesadas. As Figuras 17 e 18 mostram as imagens dos erros, que, em geral, reproduzem padrões semelhantes às imagens de fluxo. Entretanto, no caso da NGC 1365, observa-se um padrão semelhante a três colunas verticais de pixels saturados cruzando a galáxia. Isso é resultado de uma coluna de pixels defeituosos no CCD do S-PLUS. Como cada imagem final é construída a partir da combinação de três exposições em posições ligeiramente deslocadas, vemos o padrão se repetir.

Esse procedimento de combinar múltiplas exposições deslocadas é denominado *dithering*. Ele garante que os mesmos objetos sejam registrados em pixels diferentes em cada imagem, permitindo a remoção de artefatos indesejados, como, por exemplo, pixels quentes, raios cósmicos, ruído de padrão fixo e falhas do detector. Além disso, o *dithering* melhora a amostragem da função de espalhamento pontual (PSF, *Point Spread Function*), resultando em melhor resolução e maior razão sinal-ruído na imagem final combinada (Hook; Fruchter, 2000). Essa técnica também contribui para uma calibração fotométrica mais homogênea ao longo dos campos (Mendes de Oliveira et al., 2019), melhorando a imagem de modo geral.

A partir dos fluxos e de seus respectivos erros, podemos quantificar a qualidade dos dados por meio do SN. As Figuras 19 e 20 apresentam os mapas de SN para as galáxias NGC 1365 e M101. Observa-se que as regiões com bom SN (em azul) concentram-se nas partes centrais das galáxias, diminuindo gradualmente em direção aos braços espirais e alcançando valores próximos a 1 nas regiões mais externas. Esse decréscimo é mais acentuado nos filtros mais azuis, nos quais apenas uma fração reduzida dos pixels mantém um SN satisfatório (embora não exista um limite bem definido para isso, é razoável adotar SN$\geq$5). Diante disso, torna-se evidente a necessidade de um tratamento adicional dos dados, visando à melhoria do SN; assunto abordado na seção seguinte.

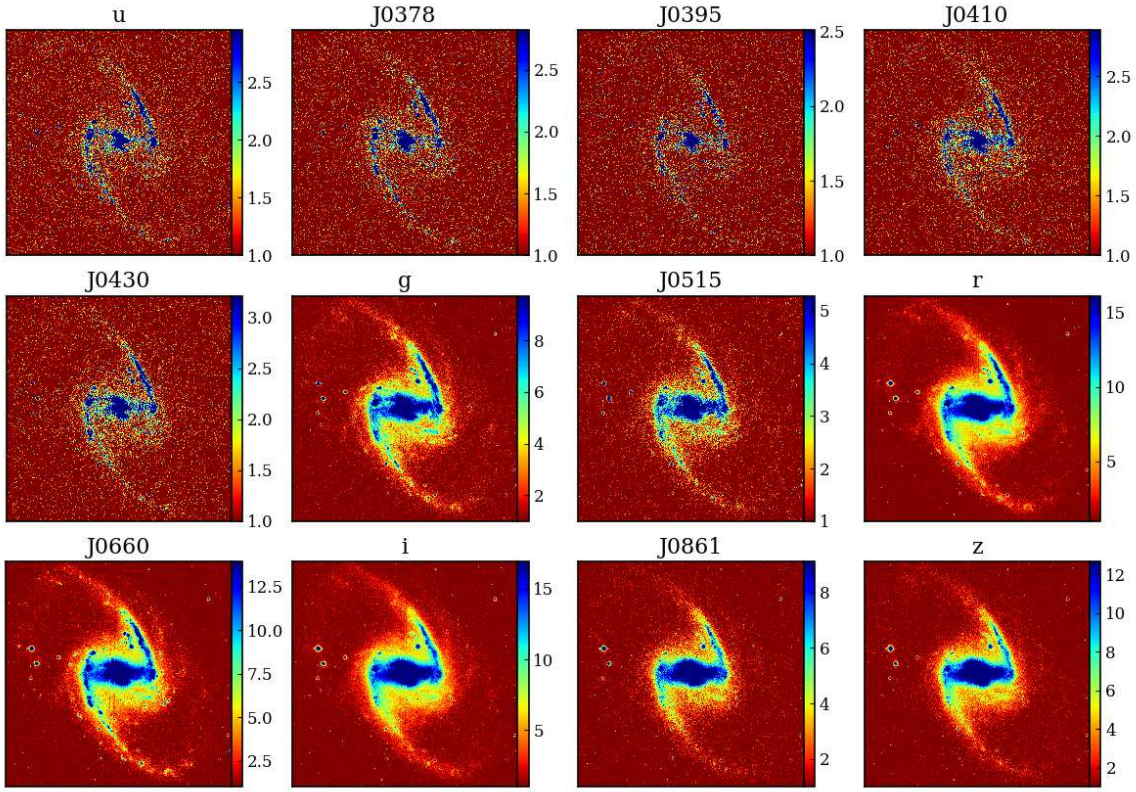


Figura 19 – Imagens da razão sinal-ruído dos 12 filtros, para a galáxia NGC 1365.

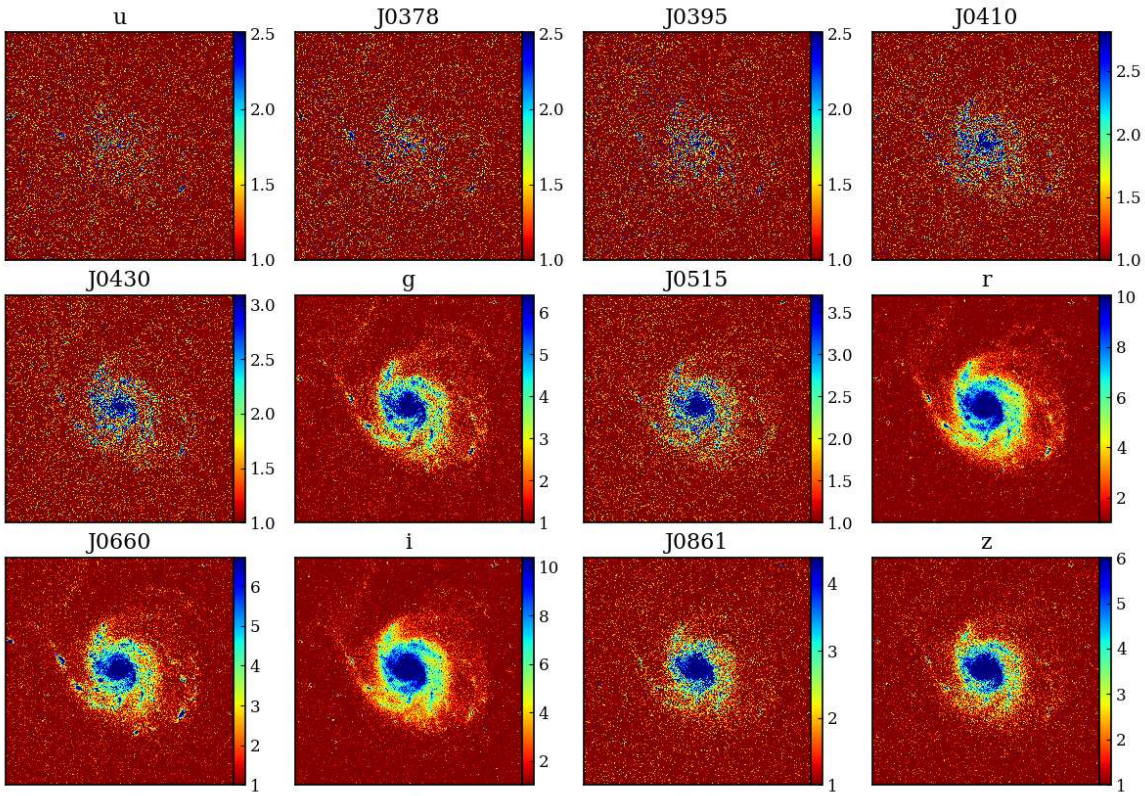


Figura 20 – Imagens da razão sinal-ruído dos 12 filtros, para a galáxia M101.

2.5 Pré-Processamento

Como discutido na seção anterior, os cubos de dados apresentam um nível significativo de ruído e uma fração considerável de pixels com valores negativos. Para mitigar esses efeitos e preparar os dados para a análise científica, foi desenvolvida uma *pipeline* de pré-processamento. Esta seção descreve detalhadamente as etapas aplicadas a cada cubo de dados, destacando os métodos empregados e o impacto de cada um na qualidade final dos resultados.

De modo geral, o pré-processamento pode ser dividido em duas etapas principais: (i) a criação de máscaras, na qual são definidos os pixels válidos a serem analisados e aqueles a serem descartados; e (ii) o tratamento dos dados propriamente dito, que envolve a aplicação de filtros e binagens para otimizar o sinal e reduzir o ruído.

2.5.1 Máscaras

A primeira etapa do pré-processamento é a criação de máscaras, que adicionam uma nova camada ao cubo de dados. Essas máscaras têm duas funções principais: (i) identificar e remover estrelas de campo e objetos espúrios e (ii) definir um contorno para a galáxia, delimitando os pixels úteis para a análise.

2.5.1.1 Máscara de estrelas

A detecção de fontes pontuais, como estrelas de campo, é realizada em uma imagem de entrada escolhida pelo usuário. A banda r está definida como padrão, por apresentar melhor razão SN, embora outras combinações (como somas de diferentes bandas) também possam ser utilizadas. Essa detecção é feita com funções do pacote `photutils` (Bradley et al., 2024) e do `astropy`, localizando inicialmente o centro (x, y) de cada estrela.

Em seguida, estima-se o "tamanho" da estrela na imagem em pixels. O tamanho da máscara é determinado por um raio, que pode ser definido como um múltiplo do FWHM da fonte ou até o ponto em que o fluxo atinge o nível médio do céu. Em teoria, todas as estrelas deveriam ter o mesmo tamanho, determinado pelo *seeing*, que é o efeito causado pela turbulência atmosférica. No entanto, estrelas mais brilhantes frequentemente saturam o detector, espalhando sua luz por uma área maior, o que exige máscaras maiores; e, consequentemente, essas estrelas não seguem um perfil gaussiano, exigindo outro tipo de abordagem. Alguns exemplos dessas estrelas são vistos nas Figuras 21, 22 e 23.

Um desafio comum neste processo são as regiões H II compactas e brilhantes que

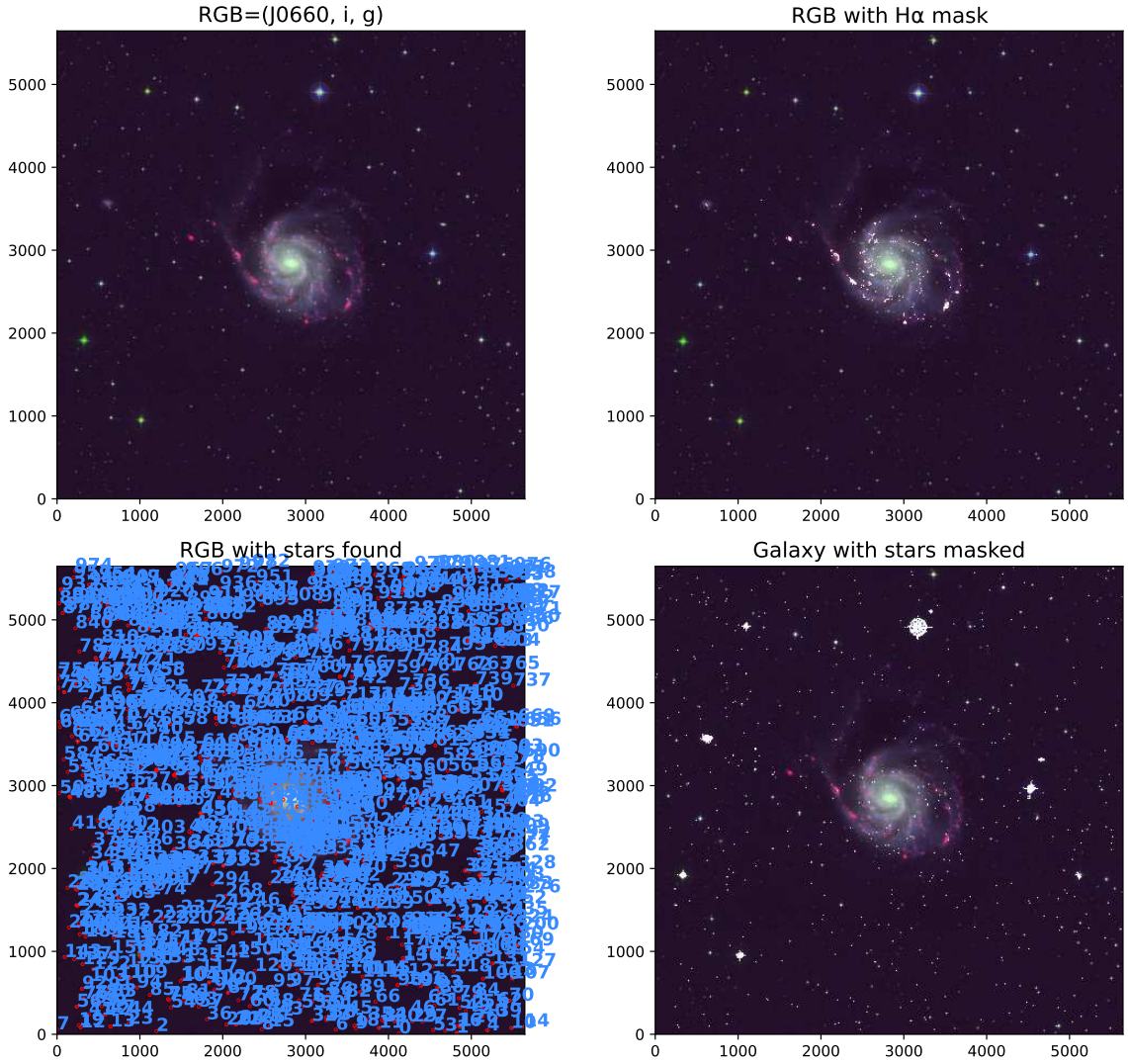


Figura 21 – Exemplo da criação da máscara de estrelas para a galáxia M101. Considerando a ordem da esquerda para a direita e de cima para baixo. Primeiro painel: Composição RGB ($J0660, i, g$); a mesma imagem é usada nos próximos painéis. Segundo: Imagem com a máscara de Hα aplicada. Terceiro: Fontes pontuais detectadas. Último: Imagem final com todas as fontes mascaradas em branco.

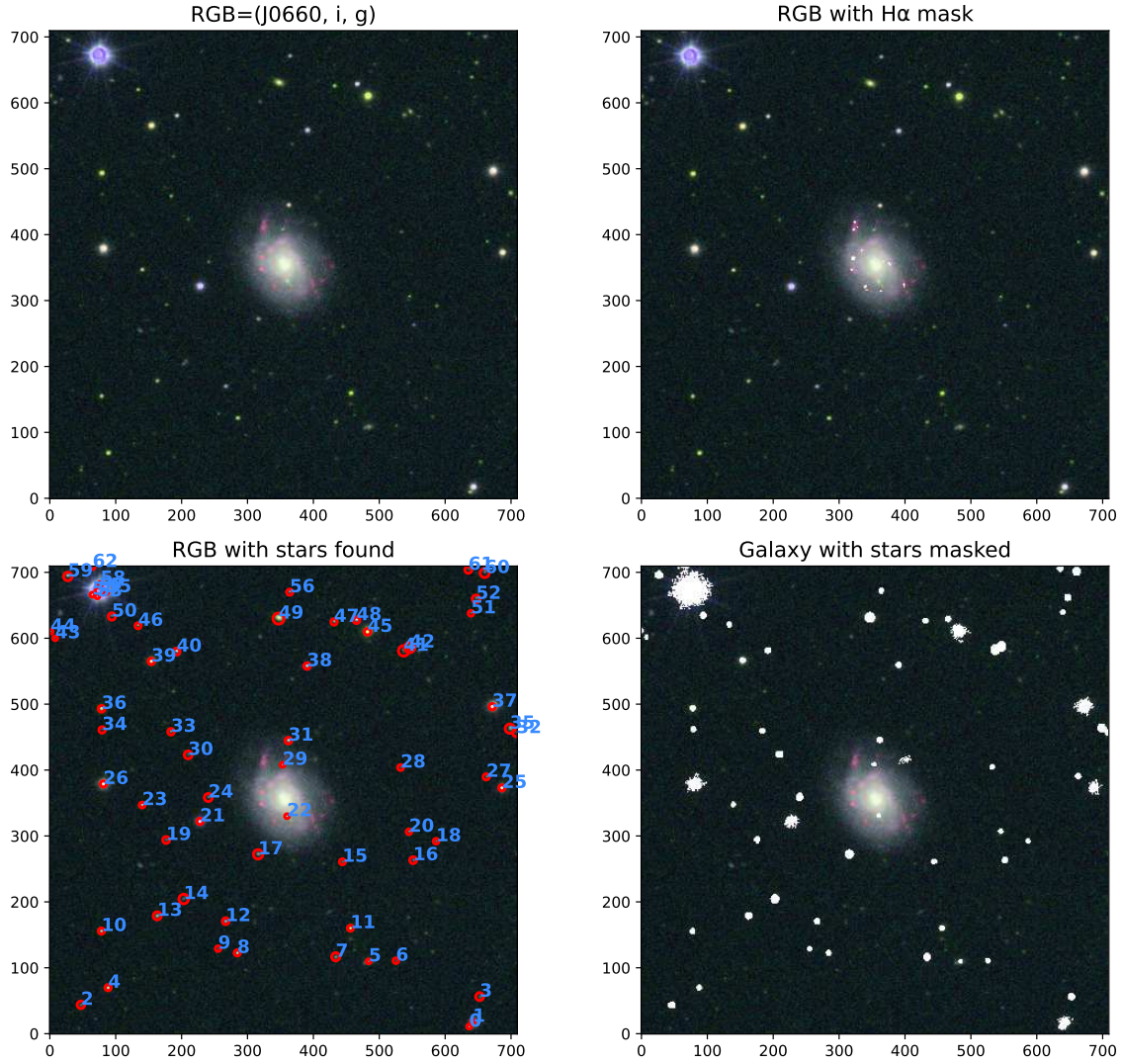


Figura 22 – Como na Figura 21, para a galáxia ESO420-G009.

podem ser detectadas como fontes pontuais. Para contornar esse problema, foi implementada uma máscara automática baseada no excesso de emissão em $J0660$. Isso evita que as regiões H II sejam detectadas como fontes pontuais na etapa de identificação de estrelas, tornando o procedimento mais fácil e confiável. As Figuras 21 e 22 ilustram esse processo, onde as regiões de formação estelar (em rosa na composição RGB) são mascaradas preventivamente (segundo painel). De qualquer modo, no terceiro painel, são mostradas todas as fontes detectadas, e, se for o caso, o usuário pode então remover máscaras aplicadas indevidamente a regiões H II ou outras estruturas da galáxia, simplesmente inserindo o número de identificação da fonte. A Figura 23, por exemplo, mostra um caso sem emissão significativa em $J0660$.

Por fim, fontes adicionais, como estrelas saturadas, *spikes*, galáxias de fundo ou outros artefatos, podem ser incluídos na máscara final, quando necessário. O procedimento é semelhante: uma nova janela abre com fontes extras e basta digitar os números das fontes

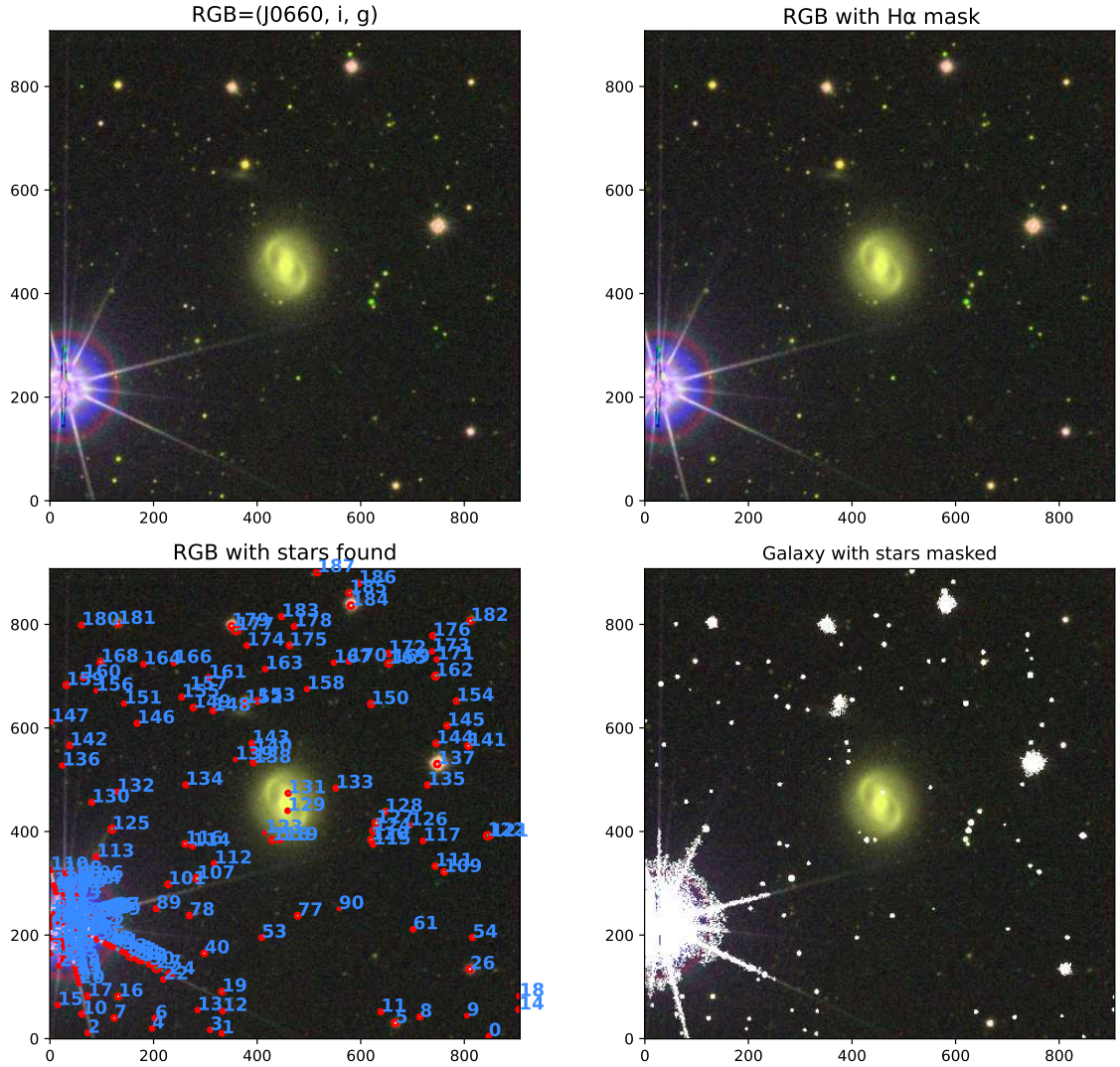


Figura 23 – Como na Figura 21, para a galáxia NGC 1369.

a serem mascaradas.

A Figura 21 exemplifica o processo para a galáxia M101, uma das galáxias mais estudadas neste trabalho. O terceiro painel contém um total de 2396 estrelas detectadas, dificultando a visualização da galáxia. Nesses casos mais extremos, é necessário ampliar e verificar os resultados por partes. Por isso, as Figuras 22 e 23, de galáxias menores, cumprem melhor o papel ilustrativo.

Em resumo, a criação das máscaras consiste em:

1. detectar e mascarar estrelas de campo;
2. verificar se regiões da galáxia (como H II) foram indevidamente mascaradas;
3. incluir manualmente máscaras extras para objetos saturados ou artefatos.

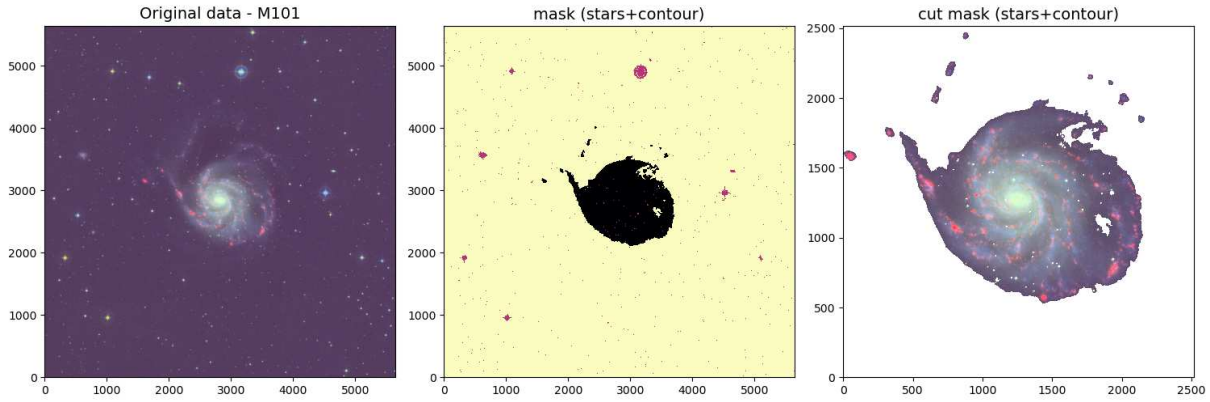


Figura 24 – Construção da máscara final para M101. Esquerda: Composição RGB ($J0660, i, g$). Centro: Mapa da máscara, onde preto representa a galáxia, rosa representa estrelas/artefatos, e amarelo representa o céu. Direita: Imagem RGB final com a máscara aplicada e o campo recortado para a região de interesse.

2.5.1.2 Máscara da galáxia

Após o mascaramento das fontes contaminantes, a etapa seguinte consiste em definir os pixels que pertencem à galáxia e que serão incluídos na análise. A tarefa de determinar a borda de uma galáxia, apesar de parecer algo simples, pode ser bem complexa e cheia de sutilezas. Na literatura, temos abordagens clássicas, sendo comum o uso de diferentes raios, como o Petrosiano (Petrosian, 1976), o raio de Kron (Kron, 1980) ou isofotais, que definem aberturas elípticas. Um primeiro pensamento óbvio seria dizer que a borda da galáxia é onde o fluxo medido se iguala ao fluxo médio do céu; entretanto, isso e outras medidas dependem de vários fatores, como profundidade das imagens, tamanho do telescópio, tempo de observação, etc.

Além disso, o tamanho da galáxia depende do comprimento de onda utilizado na medida, já que em cada λ a galáxia possui diferentes estruturas, formas e ruídos. Considerando essas limitações, neste trabalho, adotamos como critério o contorno definido pela isofota de brilho superficial $\mu_r = 24$ mag arcsec^{-2} na banda r, que tipicamente possui a melhor razão SN. O contorno é suavizado por meio de filtros medianos para reduzir irregularidades causadas pelo ruído. Dessa forma, em vez de um raio fixo (como o Petrosiano), permitimos adaptar o contorno ao formato real da galáxia, evitando a inclusão de grandes regiões de céu ou ruído. Isso é especialmente importante para galáxias não elípticas, com morfologias irregulares ou em interação, como a NGC 1365 e M101.

As Figuras 24, 25 e 26 ilustram o resultado final. A máscara combinada atribui um valor inteiro a cada pixel: 0 para a galáxia (preto), 1 para estrelas e artefatos (rosa) e 2 para o céu (amarelo). Além de isolar o objeto de interesse, este procedimento otimiza o

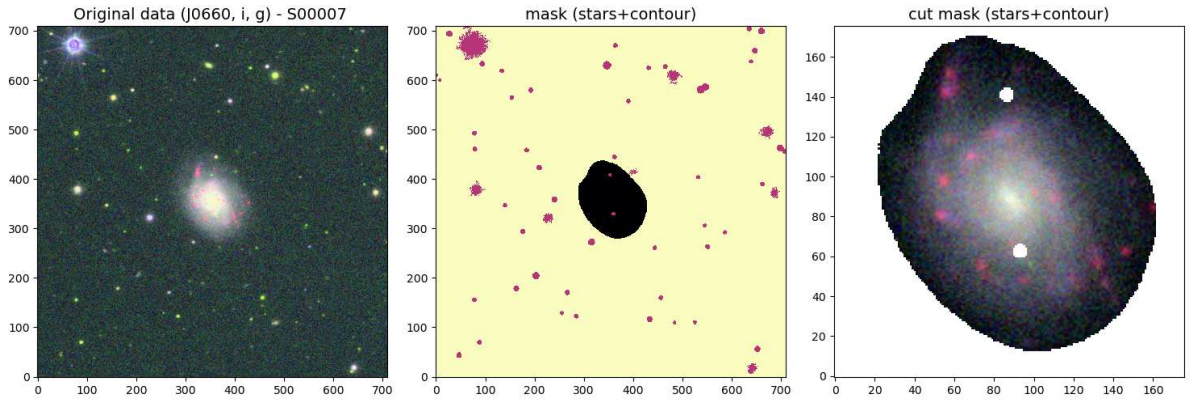


Figura 25 – Assim como na Figura 24, mas para a galáxia ESO420-G009.

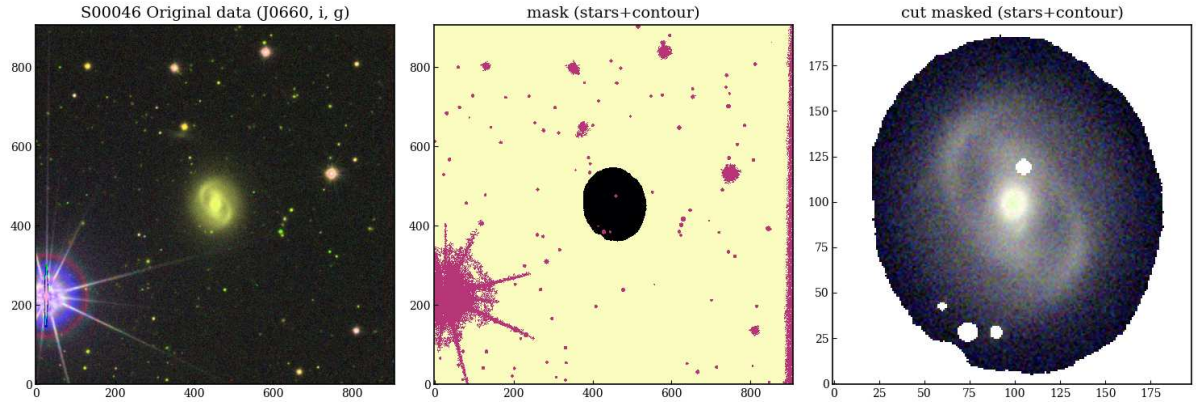


Figura 26 – Assim como na Figura 24, mas para a galáxia NGC1369.

processamento computacional subsequente ao reduzir drasticamente o número de pixels a serem analisados. No caso da M101, por exemplo, o número de pixels foi reduzido de $\sim$ 32 milhões para $\sim$ 1.6 milhões, uma redução de 95%.

2.5.2 Filtragem *Butterworth*

Após a criação das máscaras, a etapa seguinte do pré-processamento consiste na remoção de ruídos de alta frequência espacial presentes nos cubos de dados. Este tipo de ruído pode ter origem instrumental ou ser introduzido durante etapas de calibração, como a reamostragem de pixels. Para mitigar esses efeitos, foi aplicada uma filtragem passa-baixas, utilizando um filtro *Butterworth* (Gonzalez; Woods, 2008).

Esse método foi inicialmente introduzido em dados IFU pelo grupo do Prof. Dr. João E. Steiner (Ricci; Steiner; Menezes, 2014; Menezes, 2012). A filtragem *Butterworth* atua como um filtro passa-baixa suave; ou seja, permite a passagem das componentes de baixa frequência, associadas às estruturas reais e mais extensas das galáxias, e atenua as

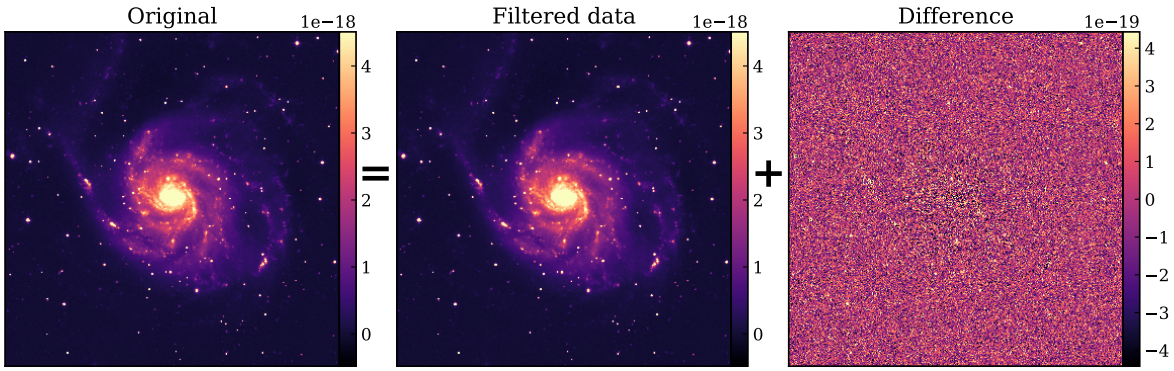


Figura 27 – Fluxo na banda r original, após a filtragem *Butterworth* e a diferença entre ambas, respectivamente. Exemplo para a galáxia M101.

componentes de alta frequência, que normalmente correspondem a ruídos instrumentais, pixels isolados anômalos e artefatos introduzidos durante o processo de reamostragem espacial.

Em termos conceituais, o filtro de *Butterworth* é projetado para suavizar a imagem sem causar uma perda abrupta de resolução, diferentemente de filtros gaussianos, por exemplo. Sua ação ocorre no domínio das frequências espaciais e não diretamente sobre os pixels. O procedimento é o seguinte: (1) cada imagem do cubo é transformada para o espaço de Fourier, representando a imagem como uma combinação de diferentes frequências espaciais; (2) o filtro de *Butterworth* é aplicado multiplicando-se a transformada pela função do filtro; e (3) a transformada inversa de Fourier é então utilizada para retornar ao espaço da imagem, agora com o ruído suavizado.

No contexto dos cubos de dados do S-PLUS e J-PLUS, o filtro de *Butterworth* foi utilizado para remover ruídos e artefatos de alta frequência espacial sem afetar as estruturas físicas reais das galáxias. Assim, o uso do filtro contribui para a melhoria do SN e para a preservação da morfologia e do conteúdo fotométrico das imagens, resultando em cubos mais limpos e adequados para as etapas posteriores de análise e ajuste espectral.

A Figura 27 ilustra a aplicação do filtro *Butterworth* para a galáxia M101 na banda r. O terceiro painel mostra a imagem resultante da diferença entre os dados com e sem o filtro, na qual não se observa nenhum padrão estrutural, apenas flutuações semelhantes a ruído. Vale destacar que os valores na *colorbar* variam de forma aproximadamente simétrica em torno de zero, indicando que o filtro não introduz distorções sistemáticas no sinal.

2.5.3 Homogeneização da PSF

A PSF descreve a resposta do sistema óptico (telescópio + atmosfera) a uma fonte de luz pontual. Em teoria, a resolução de um telescópio é limitada pela difração da luz em sua abertura, gerando um padrão conhecido como Disco de Airy. No entanto, para telescópios em solo, o fator dominante que define a forma e o tamanho da PSF é a turbulência atmosférica, um efeito conhecido como *seeing*.

Como cada uma das 12 imagens de um cubo de dados é observada em momentos diferentes, as condições atmosféricas variam, resultando em uma PSF distinta para cada filtro. Dessa forma, a resolução espacial das imagens do S/J-PLUS varia de filtro para filtro, não só pela PSF, mas também devido às propriedades instrumentais de cada filtro.

Como cada uma das 12 imagens que compõem um cubo de dados é obtida em momentos distintos, as condições atmosféricas variam, produzindo diferentes PSFs. Além do *seeing*, outros fatores também contribuem para essas variações, como o comprimento de onda, pequenas diferenças de foco, características ópticas e mecânicas do sistema e propriedades instrumentais específicas de cada filtro. Assim, a resolução espacial das imagens do S/J-PLUS varia de filtro para filtro, exigindo a homogeneização da PSF para garantir uma comparação consistente entre bandas.

Essa variação é problemática para a análise fotométrica, pois uma mesma abertura de medição (seja um pixel ou uma região) abrangerá frações diferentes da luz total de um objeto em cada banda. Isso introduz erros sistemáticos nas cores, no formato do espectro e, consequentemente, na análise da distribuição espectral de energia. Essa diferença é ainda maior em regiões com gradientes espaciais acentuados, como núcleos de galáxias ou braços espirais.

Para garantir que as medidas fotométricas sejam consistentes em todos os 12 filtros, é indispensável realizar um processo de homogeneização da PSF, que consiste em degradar a resolução espacial das imagens mais nítidas para que todas correspondam àquela da imagem com a pior resolução.

O processo de homogeneização implementado nesta tese consiste em duas etapas principais: a caracterização da PSF em cada banda e a aplicação de um filtro de convolução.

2.5.3.1 Caracterização da PSF

A PSF de cada uma das 12 imagens do cubo é caracterizada empiricamente a partir das estrelas presentes no campo de visão. O procedimento é o seguinte:

1. Fontes pontuais (estrelas) não saturadas são identificadas na imagem (conforme

mostram os terceiros painéis das Figuras 21, 22 e 23). Estrelas que estão sobrepostas à galáxia são descartadas nesta etapa.

2. O perfil de brilho de cada estrela é modelado por funções analíticas. No código, temos duas opções de perfis: Gaussianos ou Moffat (Moffat, 1969). Embora perfis como o de Moffat frequentemente descrevam melhor as "caudas" da PSF atmosférica, uma representação Gaussiana é suficiente e computacionalmente mais prática para o processo de homogeneização. Neste trabalho, todas as estrelas foram ajustadas com perfis gaussianos. A Figura 28 ilustra o ajuste de ambos os perfis a uma estrela no campo da galáxia M101.

3. Então, a FWHM do perfil ajustado é medida nas direções x e y para cada estrela. A Figura 29 mostra a distribuição dos valores de FWHM medidos para as estrelas no campo da M101, para cada um dos 12 filtros. A mediana de cada distribuição é, então, adotada como o valor representativo da PSF para aquela imagem, e o FWHM resultante de cada estrela é dado por[6]:

$$\begin{aligned} \langle \sigma \rangle &= \frac{1}{2}\sqrt{\sigma_x^2 + \sigma_y^2} \\ \langle FWHM \rangle &= 2\sqrt{2\ln 2}\,\langle \sigma \rangle \end{aligned} \tag{1}$$

2.5.3.2 Aplicação do Filtro de Convolução

Uma vez determinada a PSF para cada uma das 12 imagens, o processo de homogeneização é realizado da seguinte forma: (i) identifica-se a imagem com a pior resolução espacial, ou seja, aquela que apresenta a maior FWHM ($\sigma_{\rm worst}$). Essa será tomada como o valor de referência para o qual todas as outras imagens serão degradadas ($\sigma_{\rm target}$), de modo que:

$$\sigma_{\rm target} = \sqrt{\sigma_{\rm worst}^2 + \sigma_{\rm min}^2} \quad , \tag{2}$$

na qual, σ_{min}[7] é definido como 0.5 pix. (ii) Em seguida, aplica-se um filtro gaussiano utilizando a função `Gaussian2DKernel` do pacote `astropy.convolution`, de modo que cada imagem seja convoluída com seu respectivo *kernel*. Assim, para um filtro B a largura deste *kernel* gaussiano é:

$$\sigma_{{\rm kernel},B} = \sqrt{\sigma_{\rm target}^2 - \sigma_X^2} \quad . \tag{3}$$

[6] Considerando um ajuste com a função gaussiana.

[7] O valor mínimo $\sigma_{\rm min} = 0.5$ pix foi introduzido por razões técnicas: após alguns testes, observou-se que o filtro gaussiano apresentava instabilidades numéricas para valores de $\sigma_{\rm target}$ muito pequenos. A inclusão desse termo garante o comportamento esperado.

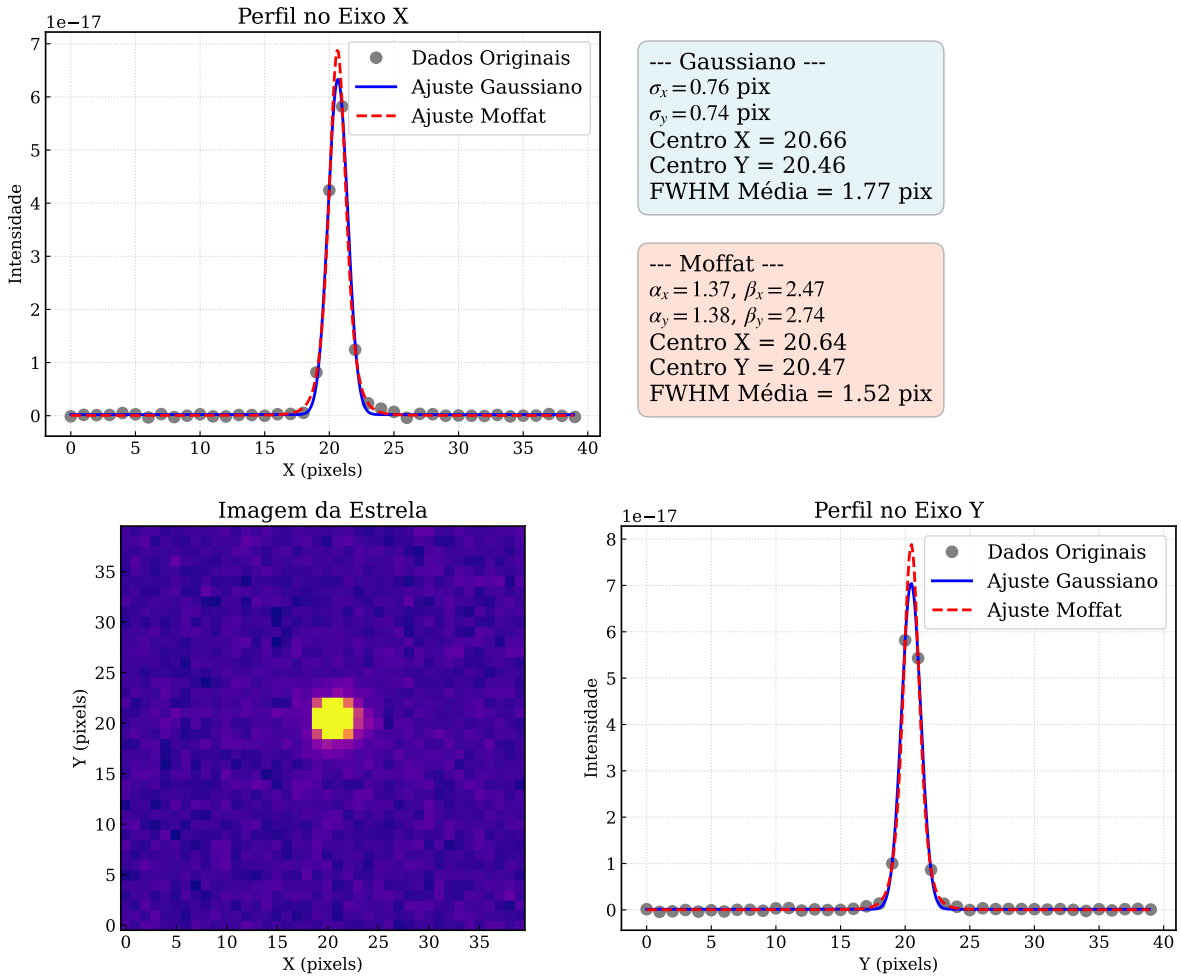


Figura 28 – Caracterização da PSF a partir de uma estrela no campo da galáxia M101. O painel inferior esquerdo mostra a imagem 2D da estrela. Os painéis superior e inferior direito mostram os perfis de intensidade ao longo dos eixos X e Y (pontos cinza), respectivamente. As linhas azul e vermelha tracejada representam os melhores ajustes de um perfil Gaussiano e de um perfil Moffat, cujos parâmetros estão indicados nas caixas de texto.

O resultado final é um novo cubo de dados em que todas as 12 imagens apresentam a mesma resolução espacial. Embora esse processo implique degradar imagens originalmente mais nítidas, ele não ocasiona perda significativa de informação, por exemplo, não elimina estruturas das galáxias, uma vez que o filtro gaussiano aplicado é suave e de amplitude moderada (como ilustrado na Figura 29).

Além disso, essa etapa é fundamental para garantir que as diferenças entre as bandas reflitam apenas propriedades físicas reais das galáxias, e não variações instrumentais ou atmosféricas. A homogeneização da PSF assegura, portanto, a coerência entre os filtros e a robustez dos resultados obtidos na síntese espectral.

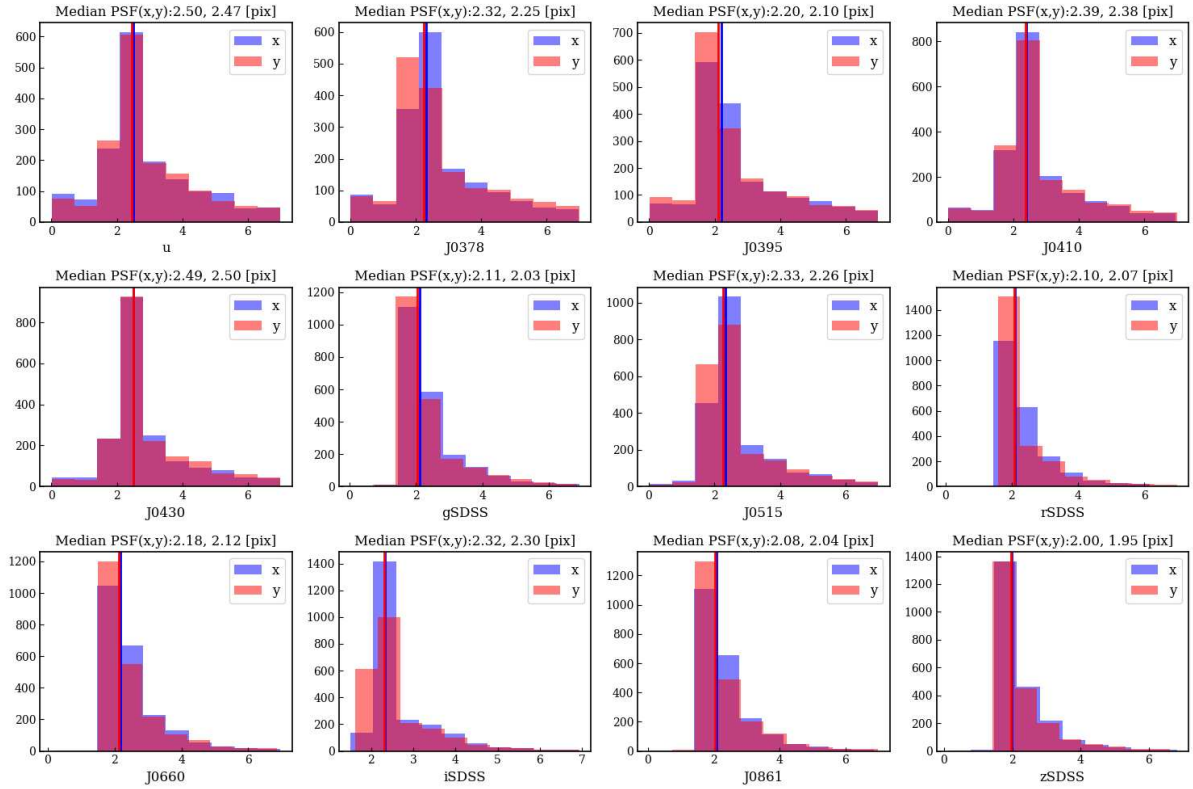


Figura 29 – Distribuição da FWHM da PSF, medida em pixels, para as estrelas no campo da galáxia M101 em cada um dos 12 filtros do J-PLUS. Os histogramas mostram as medidas nas direções x (azul) e y (vermelho). As linhas verticais indicam os valores medianos, que são usados para caracterizar a PSF de cada imagem.

2.5.4 Binagem 2×2

Após a homogeneização da PSF, o próximo passo do pré-processamento consiste em uma binagem espacial (*rebinning*) de 2×2 pixels, ou seja, quatro pixels são agrupados em um único pixel, cuja intensidade é a soma dos quatro pixels originais. Com isso, a escala de placa das imagens é alterada de 0.55 arcsec/pix para 1.1 arcsec/pix.

Embora essa etapa resulte em uma perda de resolução espacial nominal, ela foi adotada por duas razões estratégicas e fundamentais para a viabilidade deste trabalho:

1. **Otimização Computacional:** A binagem é essencial para tornar viável o processamento de galáxias extensas. A título de exemplo, o cubo de dados da M101 possui, inicialmente, cerca de 5500 pixels por lado e 2500 após o recorte, como visível na Figura 24, resultando em mais de 1.6 milhão de pixels pertencentes à galáxia após o mascaramento. A binagem 2×2 reduz este número em um fator de quatro, para aproximadamente 400 mil pixels. Isso diminui drasticamente o volume de dados a serem processados. Essa redução é crucial para algoritmos

computacionalmente intensivos, como a binagem de Voronoi (descrita na Seção 2.5.5), cujo tempo de processamento cresce de forma exponencial com o número de pixels. Testes preliminares mostraram que a aplicação da binagem de Voronoi nos dados com a resolução original se tornou computacionalmente inviável, não convergindo mesmo após meses de processamento em um *cluster* de alto desempenho.

2. **Aumento da razão Sinal-Ruído:** O ganho em SN é uma consequência direta da combinação de pixels adjacentes, uma vez que o ruído (aleatório) tende a se cancelar parcialmente, enquanto o sinal, correlacionado espacialmente, é somado de forma construtiva. Essa melhoria é particularmente relevante nas regiões mais externas das galáxias, onde o brilho superficial é mais fraco.

A perda de resolução espacial associada à binagem é uma contrapartida aceitável. A resolução efetiva das observações não é ditada pela escala de placa original (0.55 arcsec/pix), mas sim pelo *seeing* atmosférico, que tipicamente possui uma FWHM de mais de 1 segundo de arco. Portanto, a nova escala de 1.1 arcsec/pix ainda permite uma amostragem adequada da PSF, garantindo que nenhuma informação estrutural relevante seja perdida.

Para garantir a consistência e a comparabilidade dos resultados, o procedimento de binagem foi aplicado a todas as galáxias dos grupos M51 e M101, não só as extensas, mas incluindo também as galáxias anãs, que serão analisadas no Capítulo 5.

2.5.5 Voronoi

A última etapa do pré-processamento consiste na aplicação da binagem de Voronoi (Cappellari; Copin, 2003), cujo objetivo é garantir um SN mínimo em todas as regiões da galáxia. Este método é amplamente utilizado em análises espectrais e fotométricas de galáxias, pois preserva a resolução espacial nas regiões com alto SN enquanto combina pixels em regiões mais fracas, otimizando a qualidade estatística dos dados.

A binagem de Voronoi agrupa pixels adjacentes de forma adaptativa, formando o que chamamos de zonas, com SN aproximadamente constante. O algoritmo parte de uma estimativa inicial do SN em cada pixel e, em seguida, combina os pixels vizinhos até que o SN da zona atinja o valor alvo definido. O resultado é um mosaico de regiões irregulares, cuja forma e tamanho refletem diretamente a distribuição de SN da imagem inicial. Isso resulta em zonas pequenas no centro da galáxia (alto SN) e zonas progressivamente maiores em direção às bordas (baixo SN), garantindo uma qualidade de dados mínima em toda a área analisada.

A definição das zonas é guiada pelo SN em uma imagem de referência. No primeiro estudo, realizado para a galáxia NGC 1365 (Thainá-Batista et al., 2023), o Voronoi foi aplicado sobre uma imagem correspondente à soma das cinco bandas mais azuis do S-PLUS. Após uma série de testes envolvendo diferentes combinações de filtros, verificamos que o uso da banda u sozinha produzia resultados mais consistentes. Assim, nas análises subsequentes, adotamos a banda u como referência para a execução do Voronoi.

Essa escolha baseia-se em dois motivos principais. Primeiro, a região azul do espectro contém indicadores cruciais para estimar a idade das populações estelares. Segundo, como discutido ao longo deste capítulo, a banda u é a mais ruidosa; portanto, ao garantir um bom SN nela, asseguramos que as demais bandas também apresentem um sinal adequado.

Além disso, a banda u é tipicamente a que possui o menor SN em todo o cubo de dados (conforme é visto nas Figuras 19 e 20). Ao garantir um SN mínimo nesta banda, assegura-se um SN igual ou superior em todas as outras bandas para cada zona de Voronoi. O valor de SN mínimo foi ajustado individualmente para cada galáxia, mas em todos os casos, o limite inferior adotado foi $\mathrm{SN}_u^{\mathrm{min}} = 8$.

2.5.6 *Pixel tagging*

Ao começar a trabalhar com galáxias extensas como a M101 e M51, o Voronoi se tornou computacionalmente inviável (dado que, mesmo após meses, não era concluído). Isso nos levou a explorar outras estratégias, uma delas a binagem 2×2 já mencionada, e a outra, o *pixel tagging* (esta desenvolvida por mim).

Além do problema computacional, o algoritmo de Voronoi, por padrão, agrupa pixels com o único objetivo de atingir uma meta de SN, sem qualquer consideração sobre a natureza física desses pixels. Isso pode levar à combinação indesejada de regiões fisicamente distintas, como uma região H II brilhante e uma região de disco inter-braços mais fraca, diluindo as propriedades de ambas. O *pixel tagging* também minimiza esse efeito.

O procedimento de *pixel tagging* consiste em classificar cada pixel da imagem em diferentes categorias, permitindo distinguir regiões com características distintas dentro da galáxia. Essa etapa preserva a coerência física dos dados durante a binagem de Voronoi e evita a mistura de zonas com naturezas diferentes, como regiões H II e regiões com poeira.

Neste processo, cada pixel pertencente à galáxia é atribuído a uma de três categorias: (a) região H II, (b) *dusty region*, ou (c) *unlabeled region*. Essas classificações são feitas com base em suas propriedades fotométricas, da seguinte maneira:

(a) Regiões H II: São identificadas como pixels que satisfazem dois critérios si-

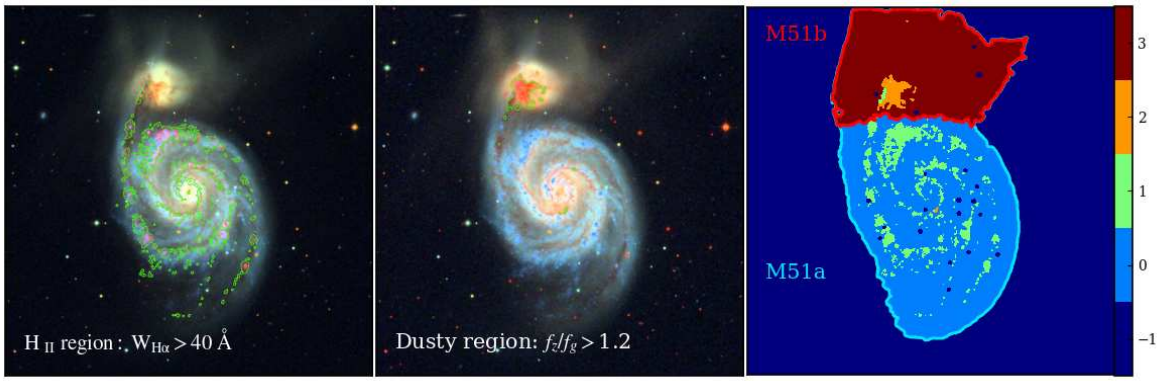


Figura 30 – Ilustração do esquema de *pixel tagging* para a M51. *Painel esquerdo:* Composição RGB com contornos verdes indicando as regiões H II detectadas. *Painel central:* Outro RGB, com contornos verdes marcando as regiões de poeira (*dust regions*). *Painel direito:* Mapa final com *labels*, em que −1 (não pertencente à galáxia), 0 (região não-rotulada (*unlabled*)), 1 (região H II), 2 (região de poeira) e 3 (galáxia companheira, M51b, neste caso) são representados por diferentes cores, indicando as distintas zonas identificadas, segundo a legenda.

Fonte: Figura retirada de *Thainá-Batista et al., submetido.*

multaneamente: (1) a largura equivalente da emissão combinada de Hα+[N II] ($W_{H\alpha NII}$) excede 40 Å; e (2) o fluxo combinado Hα+[N II] ($F_{H\alpha NII}$) é pelo menos 5.5σ acima da média *sigma-clipped* do fluxo em toda a galáxia. Esses critérios garantem a seleção de regiões com alto SN e com regiões de formação estelar. Os valores de $W_{H\alpha NII}$ e $F_{H\alpha NII}$ são estimados usando o Método dos Três Filtros (3FM, *3Filter-Method*) (Vilella-Rojo et al., 2015), o qual foi validado em estudos como Rahna et al. (2025) e Lopes et al. (2025). Os contornos verdes no painel esquerdo da Figura 30 mostram as regiões H II detectadas em M51.

(b) ***Dusty Regions*** **(ou Regiões de poeira):** São definidas como pixels onde a razão de fluxo entre as bandas z e g é superior a 1.2. Para evitar que o ruído em pixels de baixo fluxo seja interpretado erroneamente como poeira, excluem-se pixels cujos fluxos são inferiores a 1.5σ abaixo da média sigma-clipped na banda r. Um exemplo dessas regiões pode ser visto na galáxia M51b (painel central da Figura 30).

(c) ***Unlabeled regions*** **(ou Regiões Não-Rotuladas):** Inclui todos os pixels que não se enquadram nos critérios anteriores de região H II ou de poeira, representando majoritariamente o contínuo estelar.

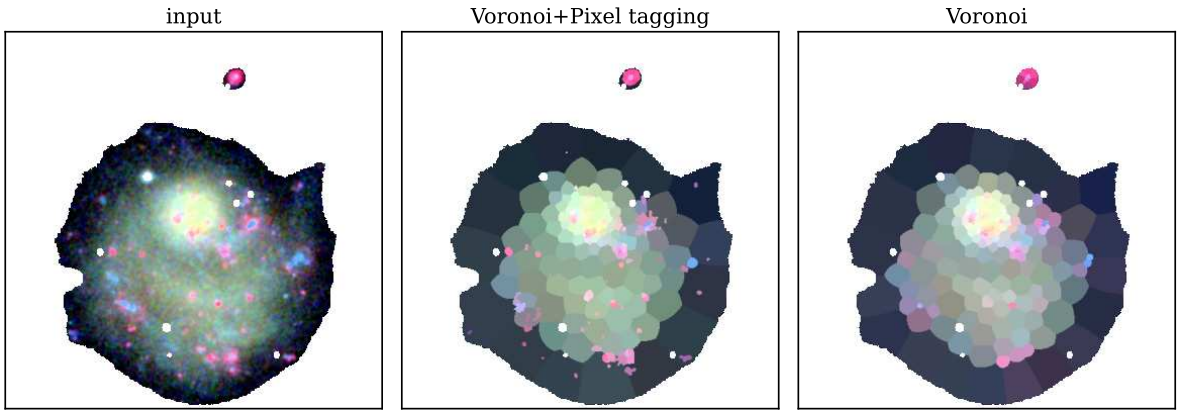


Figura 31 – Comparação do resultado da binagem de Voronoi com e sem a aplicação do *pixel tagging* para a galáxia NGC 5474. *Painel esquerdo:* Composição RGB dos dados de *input*. *Painel central e direito:* RGB dos dados após aplicar Voronoi para o mesmo SN de referência com e sem o *pixel tagging*, respectivamente. Todos os RGB foram feitos respectivamente com os filtros *J0660, g* e a soma dos cinco primeiros filtros azuis, usando os mesmos parâmetros.

Para sistemas em interação, como o par M51a/M51b, por exemplo, uma etapa adicional é realizada:

- ***Deblending*:** Nesses casos, realizamos um processo de separação das galáxias utilizando o pacote `photutils` (Bradley et al., 2024), aplicado à imagem da banda r. Esse procedimento é aplicado a todos os pixels, independentemente das classificações anteriores. Um rótulo adicional é atribuído aos pixels da galáxia companheira (para este exemplo, M51b). O painel direito da Figura 30 mostra a separação das duas galáxias, em vermelho e azul claro. Esse passo é essencial para estudos posteriores, permitindo a análise separada das duas galáxias, como foi o caso no nosso trabalho (Thainá-Batista et al., submetido).

O resultado final é um mapa com *labels* (ou *tags*), como o mostrado no painel direito da Figura 30, em que as regiões H II, *dusty region* e *unlabeled* aparecem, respectivamente, em verde, laranja e azul (+ vermelho escuro para a galáxia separada). Dessa forma, a binagem de Voronoi é executada de forma independente para cada grupo de pixels com o mesmo *label*. Isso impede que o algoritmo misture pixels de diferentes naturezas físicas.

Além de ser uma otimização computacional, o *pixel tagging* se mostra eficaz em preservar a estrutura física da galáxia. A Figura 31 ilustra essa diferença: no painel central (com *pixel tagging*), os *bins* de Voronoi respeitam os contornos das regiões H II (rosadas), preservando sua forma (pois se assemelham às da imagem de *input* do primeiro painel). Em contraste, no painel direito (sem *pixel tagging*), as mesmas regiões são diluídas em *bins* maiores e com cores menos proeminentes. Dessa forma, o *pixel tagging* também atua mitigando a perda de resolução espacial inerente ao processo de binagem de Voronoi.

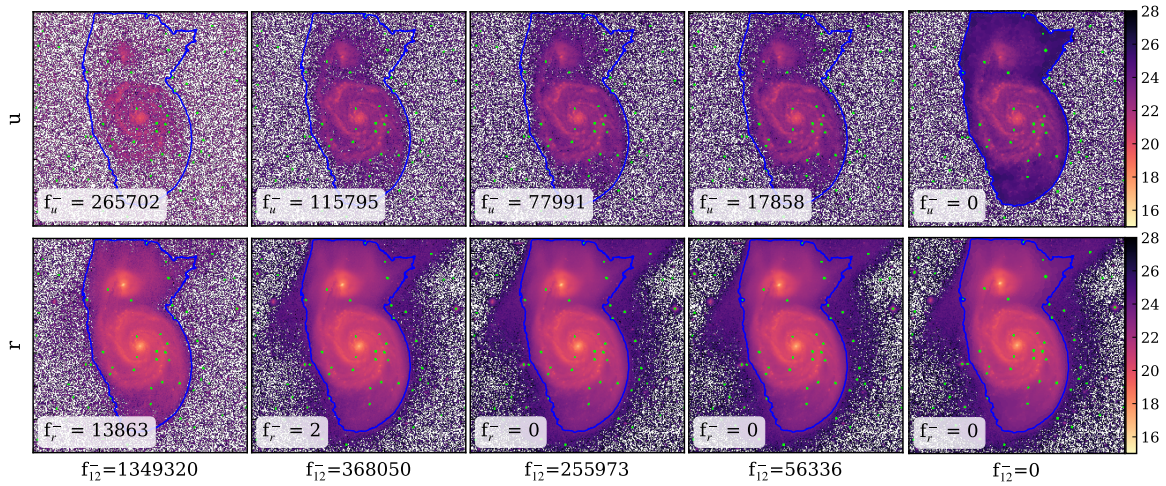


Figura 32 – Etapas do pré-processamento aplicadas ao cubo de dados do J-PLUS da galáxia M51. As colunas mostram (de forma cumulativa), respectivamente: os dados originais, o filtro de *Butterworth*, a homogeneização da PSF, a binagem 2×2 e a binagem de Voronoi . A linha azul representa o contorno da máscara da galáxia. As imagens na parte superior e inferior correspondem aos mapas de brilho superficial (em magnitudes(AB)/arcsec^2) nas bandas u e r, respectivamente. Os pixels com fluxo negativo aparecem em branco. As legendas f_u^- e f_r^- indicam o número de pixels com fluxo negativo dentro da máscara da galáxia nas bandas u e r, enquanto os valores f_{12}^- mostrados abaixo dos painéis representam a soma dos pixels com $f_\lambda < 0$ em todas as 12 bandas, para cada etapa do pré-processamento. As estrelas mascaradas estão em verde.

2.5.7 Passo a passo → resultado final

Uma forma de quantificar o impacto de cada etapa do pré-processamento seria analisar o ganho do SN. No entanto, como será discutido na Seção 2.5.8, a estimativa precisa da propagação de erros em cada etapa é uma tarefa nada trivial. Portanto, nesta seção, utilizamos uma métrica alternativa: a contagem de pixels com fluxo negativo ($f_\lambda < 0$) dentro da máscara da galáxia. Fisicamente, fluxos negativos são espúrios e surgem de flutuações estatísticas em regiões de baixo SN, sendo fisicamente inconsistentes e não podendo ser ajustados. Assim, sua redução ao longo do processo indica uma melhoria na qualidade dos dados.

A Figura 32 ilustra o efeito cumulativo de cada etapa do pré-processamento aplicado à galáxia M51, utilizando as bandas u e r como exemplos representativos. Por exemplo, nos dados originais, há 265 702 pixels com fluxos negativos na banda u, correspondendo a cerca de 30% dos pixels definidos como pertencentes à galáxia nessa banda. Observa-se que, a cada etapa subsequente (aplicação do filtro de *Butterworth*, homogeneização da PSF, binagem 2×2 e Voronoi), esse número diminui progressivamente até atingir zero na

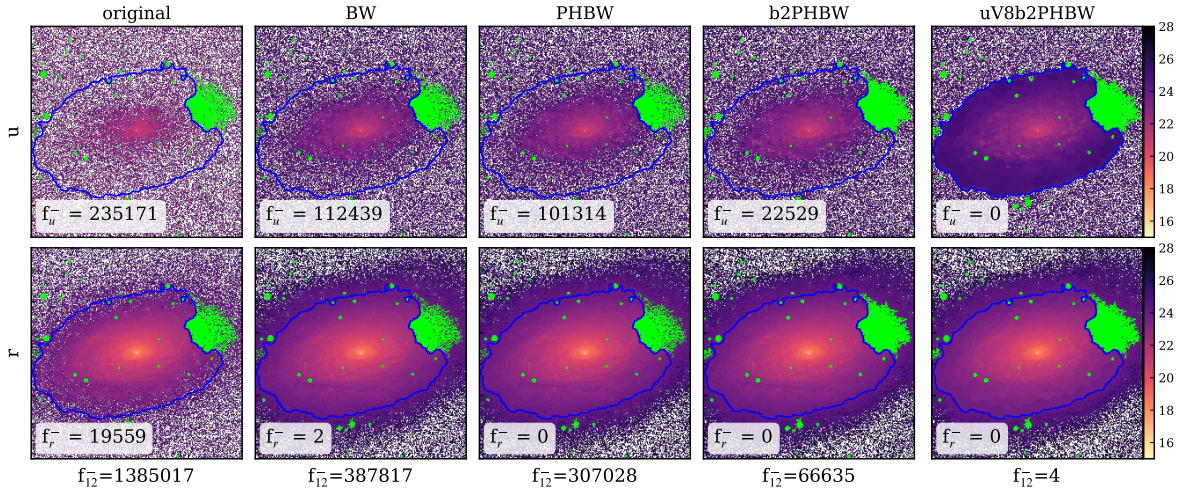


Figura 33 – Como na Figura 32, mas para a galáxia M63.

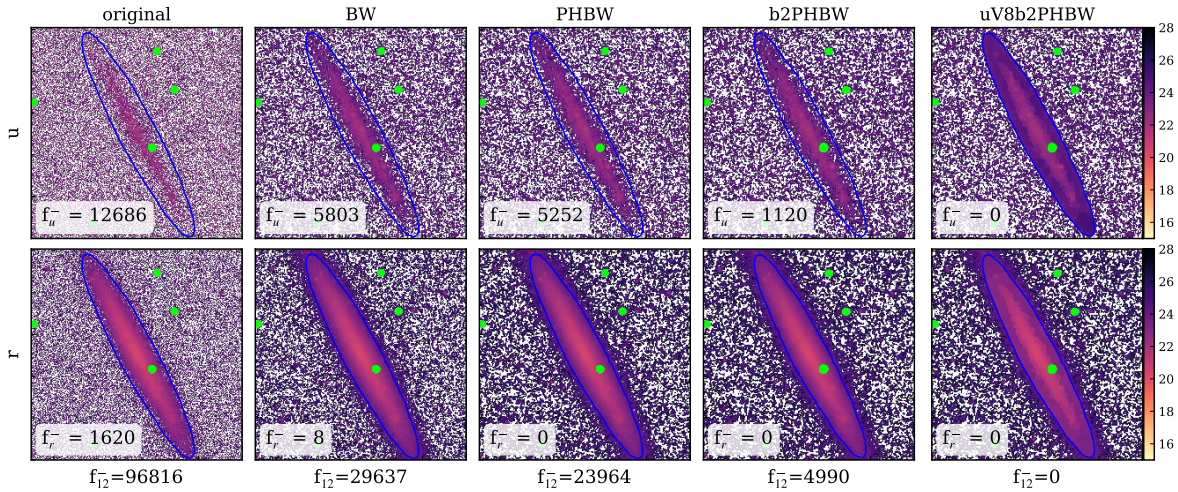


Figura 34 – Como na Figura 32, mas para a galáxia NGC5023.

última etapa. A mesma tendência é observada na banda r e, de forma agregada, para a soma de pixels negativos em todas as 12 bandas (f_{12}^-), que também é zero ao final do processo.

Visualmente, as estruturas da galáxia, como os braços espirais, tornam-se muito mais nítidas e contrastadas em relação ao fundo na imagem final. Embora o processo envolva uma degradação da resolução espacial, para uma galáxia extensa como a M51, a perda de detalhes é sutil. O efeito da resolução final e a visualização das zonas de Voronoi tornam-se mais evidentes em galáxias menores e com menor brilho superficial, como pode ser visto nos exemplos das Figuras 33 a 37.

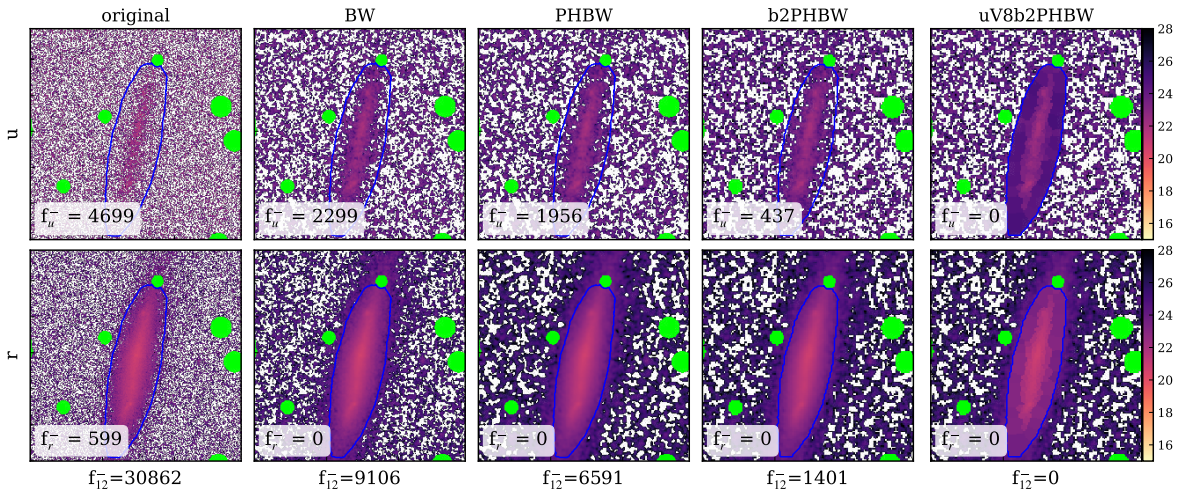


Figura 35 – Como na Figura 32, mas para a galáxia NGC5229.

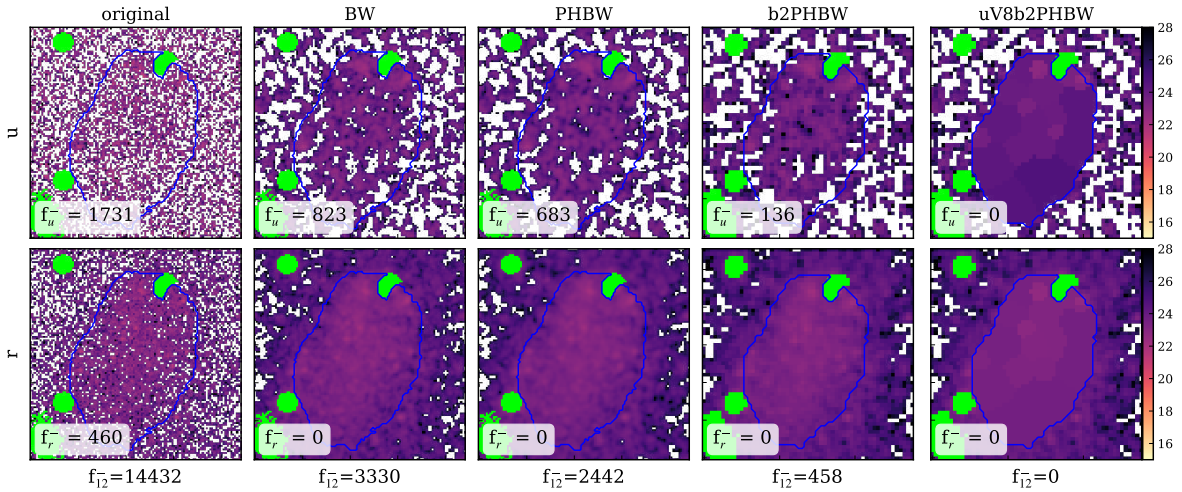


Figura 36 – Como na Figura 32, mas para a galáxia UGC08308.

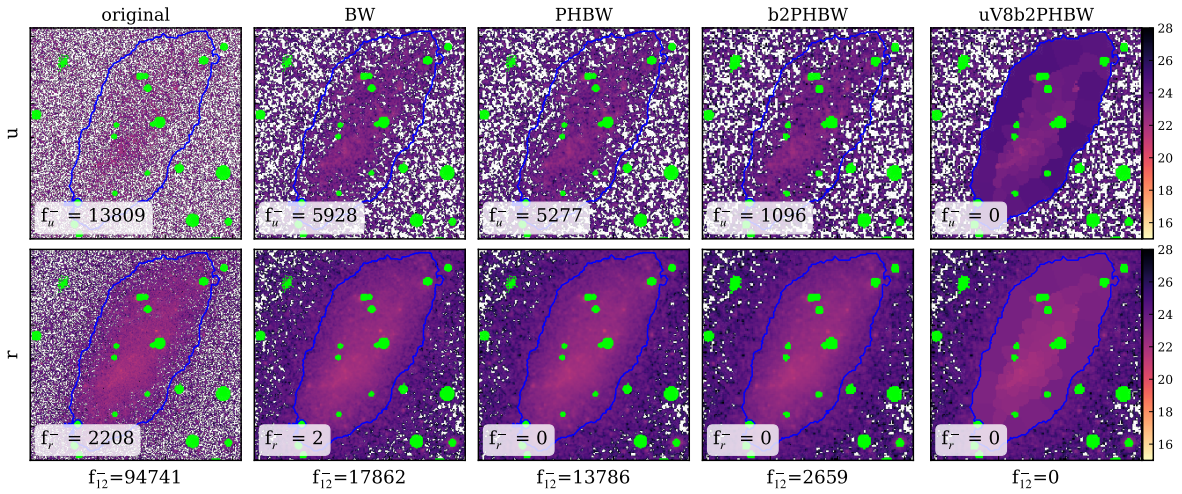


Figura 37 – Como na Figura 32, mas para a galáxia UGC08320.

2.5.8 Propagação de erros

Após a aplicação de todos os filtros e binagens descritos anteriormente, é essencial também propagar adequadamente os erros associados a cada uma dessas etapas. A incerteza nos dados afeta diretamente a confiabilidade dos resultados científicos e, consequentemente, das propriedades derivadas posteriormente com o AlStar.

A fórmula geral de propagação de erros para um conjunto de variáveis independentes x_i, e para uma função $f(x_1, ..., x_n)$ é bem estabelecida na literatura (Vuolo, 1996), e descrita por:

$$\sigma_f = \sqrt{\sum_{i=1}^{n} \left(\frac{\partial f}{\partial x_i}\right)^2 \sigma_{x_i}^2} \quad , \tag{4}$$

onde σ_{x_i} é a incerteza associada à medição da variável x_i e f é a função aplicada aos dados. Esta fórmula pode ser aplicada analiticamente às etapas de convolução com filtro Gaussiano e de binagem. Para a filtragem de *Butterworth*, cuja derivada é complexa, a propagação foi estimada de forma empírica.

Assim, para obter os erros propagados, basta derivar as funções correspondentes a cada operação realizada durante o pré-processamento. Esta fórmula pode ser aplicada analiticamente às etapas de convolução com filtro Gaussiano e de binagem. No entanto, o mesmo não ocorre para o filtro *Butterworth*, cuja natureza no espaço de Fourier torna a derivação analítica complexa. Usando simulações de Monte Carlo, estimamos que a aplicação do filtro *Butterworth* reduz o ruído por um fator de ~ 4, mas, para os fins desta tese, preferimos ignorar esse fator, uma vez que, como veremos a seguir, os erros serão reescalonados.

No entanto, a Equação (4) se baseia na premissa de que os pixels são variáveis independentes, o que não é válido para imagens astronômicas processadas, nas quais os pixels vizinhos são correlacionados. Uma fórmula rigorosa deve incluir termos de covariância. Contudo, a função de covariância entre pixels não é conhecida para os dados utilizados, impossibilitando sua inclusão explícita. Ignorar essa covariância leva a uma subestimação sistemática das incertezas propagadas.

A Figura 38 mostra o comportamento do SN em função das etapas de pré-processamento nas bandas u e r. Observa-se que, após o Voronoi, o SN atinge valores extremamente elevados, chegando a ultrapassar 1500 em algumas regiões da banda r, com mais de 80% dos pixels apresentando $\mathrm{SN}_r > 100$. Esses valores são claramente irrealistas, pois nenhum dado observacional atinge tamanha precisão, e tampouco os modelos de síntese espectral são suficientemente perfeitos para fazer ajustes com tal nível de confiança.

Matematicamente, esse aumento exagerado no SN ocorre porque, na expressão da propagação de erros, aparece um termo proporcional a $1/\sqrt{N}$, onde N é o número de pixels combinados em cada zona de Voronoi. Consequentemente, as zonas de Voronoi maiores, localizadas justamente nas regiões de baixo brilho superficial, acabam, paradoxalmente, apresentando os maiores valores de SN. Esse efeito é evidente no último painel da Figura 38, onde os interbraços da M101 exibem SN $\sim$ 1500, enquanto as regiões mais brilhantes, como as de formação estelar e o núcleo, compostas por zonas menores, apresentam valores menores.

Para contornar este problema, adotou-se uma solução heurística para impor um limite superior ao SN, garantindo que as incertezas finais sejam mais conservadoras e realistas. Uma abordagem simples seria definir um teto fixo de SN = 50 em todas as bandas, o que corresponderia a uma incerteza de aproximadamente 4%. Entretanto, como discutido ao longo deste capítulo, o sinal nas bandas azuis é significativamente menor do que nas bandas vermelhas. Aplicar o mesmo limite para todas as bandas seria, portanto, inadequado.

A fim de obter uma solução mais realista, realizamos testes explorando a relação entre os erros, que chamamos aqui de "espectro de erros" (ϵ_b). Para isso, normalizamos os erros pela banda r (ϵ_r) e verificamos que o valor médio de ϵ_b/ϵ_r se mantém praticamente constante em todas as etapas do pré-processamento, variando apenas na terceira casa decimal. Com base nesse resultado, adotamos a seguinte estratégia:

1. Impõe-se um limite máximo de SN apenas para a banda de referência r: por exemplo, $\mathrm{SN}_r \leq 50$.

2. Os erros nas outras 11 bandas, os ϵ_b, são então reescalonados de forma a manter o espectro de erros originais daquele pixel (ou zona).

Por exemplo, no S-PLUS, os erros nas bandas mais azuis são tipicamente cerca de sete vezes maiores do que em r. Assim, um limite de $\mathrm{SN}_r = 50$ implica em $\mathrm{SN}_u \approx 50/7 \approx 7.1$[8]. Como o espectro de erros varia de ponto para ponto dentro da galáxia, utilizamos o valor de ϵ_b calculado individualmente para cada pixel. Note que este procedimento impõe apenas um limite superior, garantindo erros minimamente realistas. Para pixels em que $\mathrm{SN}_r \leq 50$, nenhuma modificação é aplicada.

Os erros resultantes desse processo são aqueles utilizados como *input* no AlStar. É importante enfatizar que esses erros de entrada impactam diretamente as incertezas das propriedades físicas derivadas pelo código, tema que será discutido em detalhes nas próximas seções.

[8] O erro nas cinco bandas mais azuis do S-PLUS é, em média, cerca de sete vezes maior do que na banda r. O mesmo vale para o J-PLUS, exceto pela banda u, a qual foi observada (para as galáxias desse estudo) como sendo cerca de 8 a 15 vezes maior.

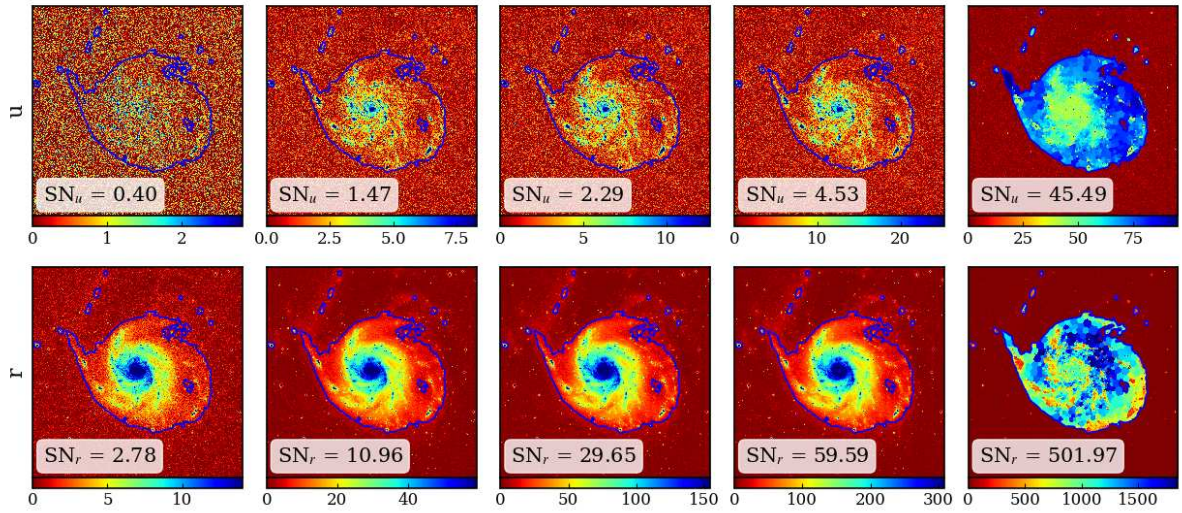


Figura 38 – Mapas do SN nas bandas u e r, para a galáxia M101, mostrando o efeito de cada etapa do pré-processamento (conforme as colunas da Figura 32). As legendas indicam o valor mediano de SN em cada mapa.

É notável que, embora o procedimento final aqui apresentado pareça simples, ele foi o resultado de uma série de testes e ajustes. Também exploramos alternativas mais complexas, como o cálculo direto do termo de covariância a partir dos erros medidos nos dados, seguindo metodologias como a de Cid Fernandes et al. (2013). No entanto, devido à natureza fotométrica dos dados utilizados, não foi possível aplicar de forma satisfatória tais abordagens.

2.5.8.1 Qual limite de SN adotar?

Para fazer a avaliação se os erros estimados com nosso procedimento estão razoáveis, usamos a abordagem de ajustar os dados. A escolha do valor para este limite, $\mathrm{SN}_r^{\max}$, obviamente, não foi aleatória, mas sim resultado de uma análise empírica baseada na qualidade dos ajustes espectrais. Para isso, foram realizados testes com diferentes valores de $\mathrm{SN}_r^{\max}$ (entre 20 e 100), e a qualidade dos erros foi avaliada por meio da distribuição dos resíduos normalizados do ajuste. Valores acima de 100 não foram testados, pois já correspondem a uma incerteza de apenas 1%, o que já é bastante pequeno.

Se assumirmos que o modelo é perfeito, o resíduo entre o espectro observado e o modelo ajustado deve ser da ordem do erro estimado, ϵ_λ. Em outras palavras, o resíduo pode ser expresso como

$$\chi_\lambda = \frac{O_\lambda - M_\lambda}{\epsilon_\lambda} \quad , \tag{5}$$

onde O_λ é o fluxo observado, M_λ é o fluxo do modelo e ϵ_λ é a incerteza adotada. Se as

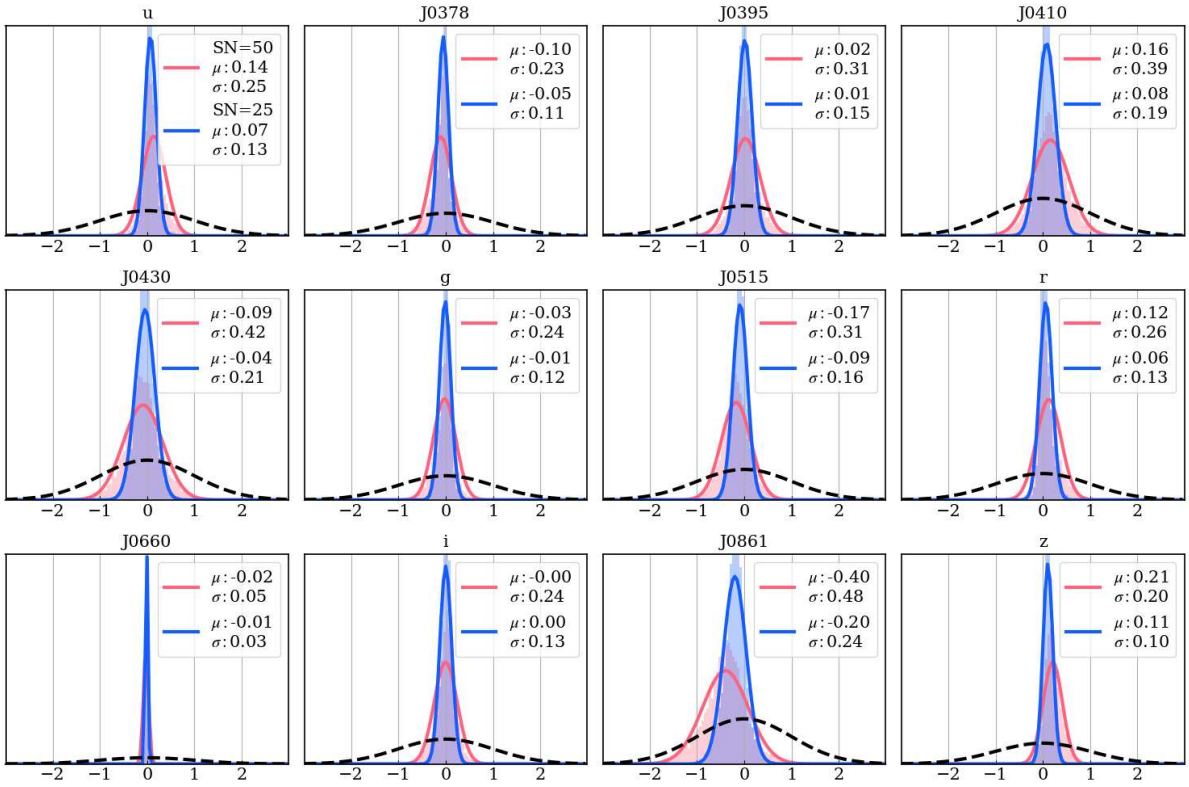


Figura 39 – Histogramas do resíduo χ_λ para a galáxia M63, comparando os resultados ao se impor um limite de $\mathrm{SN}_r^{\max} = 50$ (vermelho) e $\mathrm{SN}_r^{\max} = 25$ (azul). A curva tracejada em preto representa a distribuição Gaussiana ideal ($\mu = 0, \sigma = 1$). As linhas sólidas coloridas mostram o ajuste Gaussiano para cada distribuição de resíduos.

incertezas ϵ_λ forem corretamente estimadas, a distribuição de todos os valores de χ_λ para um determinado ajuste deve seguir uma distribuição Gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$.

As Figuras 39 e 40 comparam os histogramas de resíduos para dois exemplos de limites testados: $\mathrm{SN}_r^{\max} = 25$ e $\mathrm{SN}_r^{\max} = 50$. Em ambas, observa-se que as curvas correspondentes a $\mathrm{SN}_r = 50$ se aproximam mais da gaussiana ideal (curva preta tracejada, $\sigma = 1$).

Na Figura 39, referente à galáxia M63, nota-se uma superestimação dos erros, uma vez que as distribuições são mais estreitas do que a curva ideal. Já na Figura 40, vemos que, para $\mathrm{SN}_r = 50$, os resíduos apresentam um comportamento mais equilibrado, com alguns filtros levemente superestimados e outros subestimados, o que indica um erro médio mais próximo do esperado.

Essa diferença entre as duas galáxias deve-se ao fato de que a M63 é uma das galáxias mais brilhantes e extensas da amostra, enquanto a NGC 5023 apresenta brilho e tamanho mais típicos. Consequentemente, o sinal é maior e o ajuste mais preciso para a

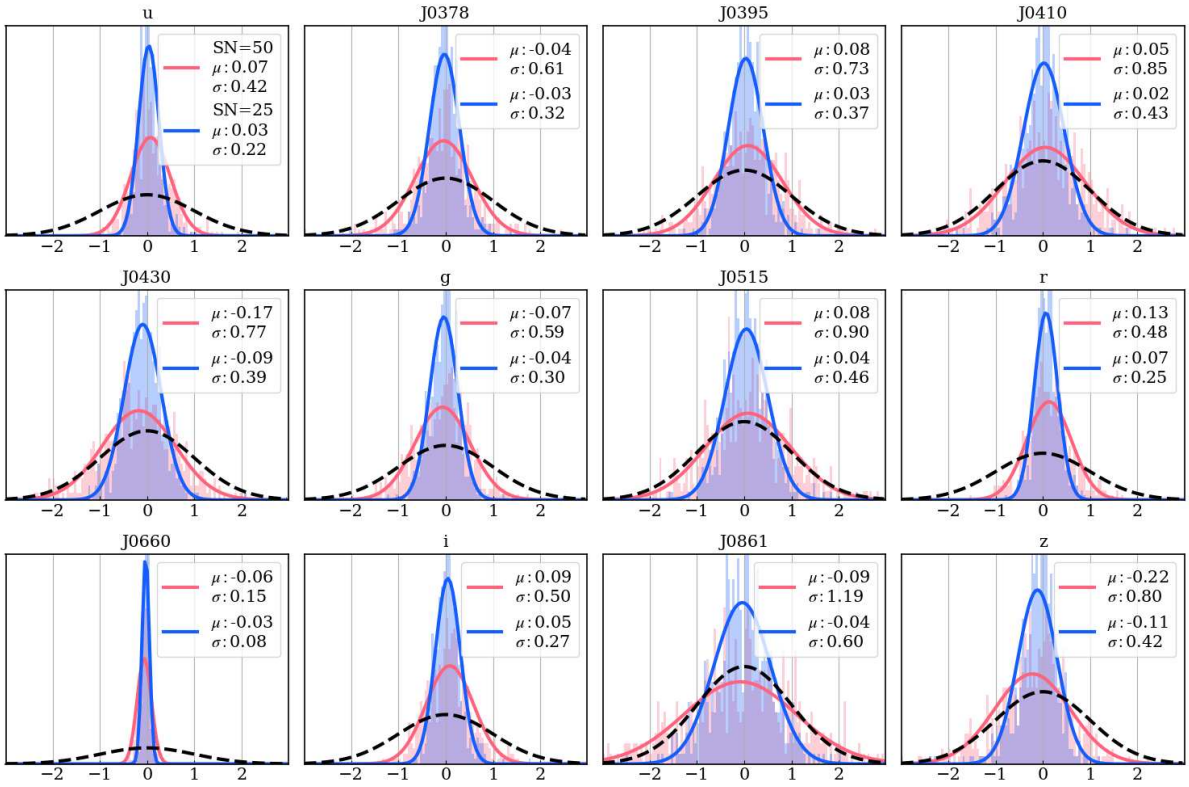


Figura 40 – Como na Figura 39, mas para a galáxia NGC 5023.

M63, resultando em distribuições de resíduos mais estreitas.

É importante ressaltar que mesmo para os dados originais com erros originais (isto é, sem nenhuma das etapas de pré-processamento), a distribuição dos resíduos não corresponde exatamente à gaussiana ideal com $\mu = 0$ e $\sigma = 1$, como mostrado na Figura 41. Esse resultado é esperado (afinal, isso seria um caso ideal), indicando que desvios da normalidade são esperados, seja por imperfeições no modelo ou nos dados. Esses testes têm, portanto, um caráter diagnóstico, servindo para avaliar quão próximos estamos de uma estimativa de erro fisicamente coerente.

Outros testes realizados com dados e erros originais do S-PLUS apresentaram comportamento semelhante ao da Figura 41 (mais figuras e detalhes em Thainá-Batista, 2021).

2.5.9 Ressubtração do céu

O último passo do pré-processamento consiste na subtração do céu, uma etapa essencial para garantir medições precisas de fluxo, especialmente nas regiões mais externas e difusas das galáxias. Mesmo após a subtração do céu durante a calibração padrão dos dados do S/J-PLUS, ainda podem restar pequenas contribuições residuais do fundo do

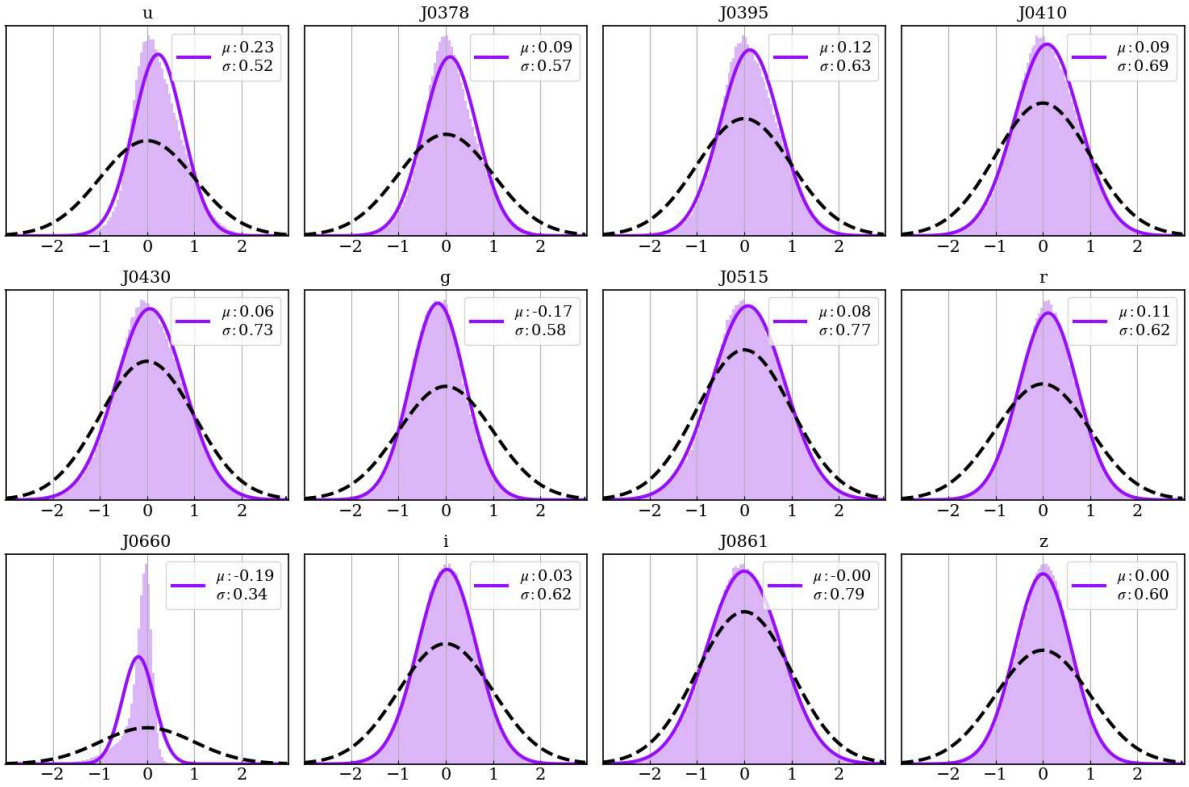


Figura 41 – Histogramas do resíduo χ_λ em roxo para dados e erros originais, para a galáxia M63. A curva em preto é como na Figura 39.

céu, que se tornam particularmente relevantes nas zonas de baixo brilho superficial. Por isso, chamamos esta etapa de "ressubtração do céu".

Esse procedimento mostrou-se extremamente importante, sobretudo em regiões mais externas, onde a emissão do céu pode representar uma fração não desprezível do fluxo total. A análise do espectro desses resíduos de céu revela que eles são sistematicamente positivos e tipicamente "azuis" em termos de cores astronômicas, ou seja, possuem um excesso de fluxo nos filtros mais azuis, como ilustrado no painel inferior da Figura 42 para a galáxia M51. Uma contribuição residual do céu, que tende a ser mais azul em termos fotométricos, pode enviesar significativamente os resultados, levando, por exemplo, à interpretação incorreta de populações estelares mais jovens do que as reais. O efeito é ainda mais crítico em galáxias elípticas, nas quais os gradientes radiais de idade e metalicidade são geralmente sutis.

As Figuras 42 e 43 ilustram o processo de subtração de céu. O painel superior esquerdo mostra a imagem RGB da galáxia, enquanto o superior direito apresenta a máscara utilizada, com a galáxia e as estrelas marcadas em preto e as regiões de céu em amarelo. O painel inferior exibe o espectro médio do céu, que é posteriormente subtraído de todo o cubo de dados.

Para a obtenção desse espectro residual do céu, aplicamos o procedimento de *sigma-*

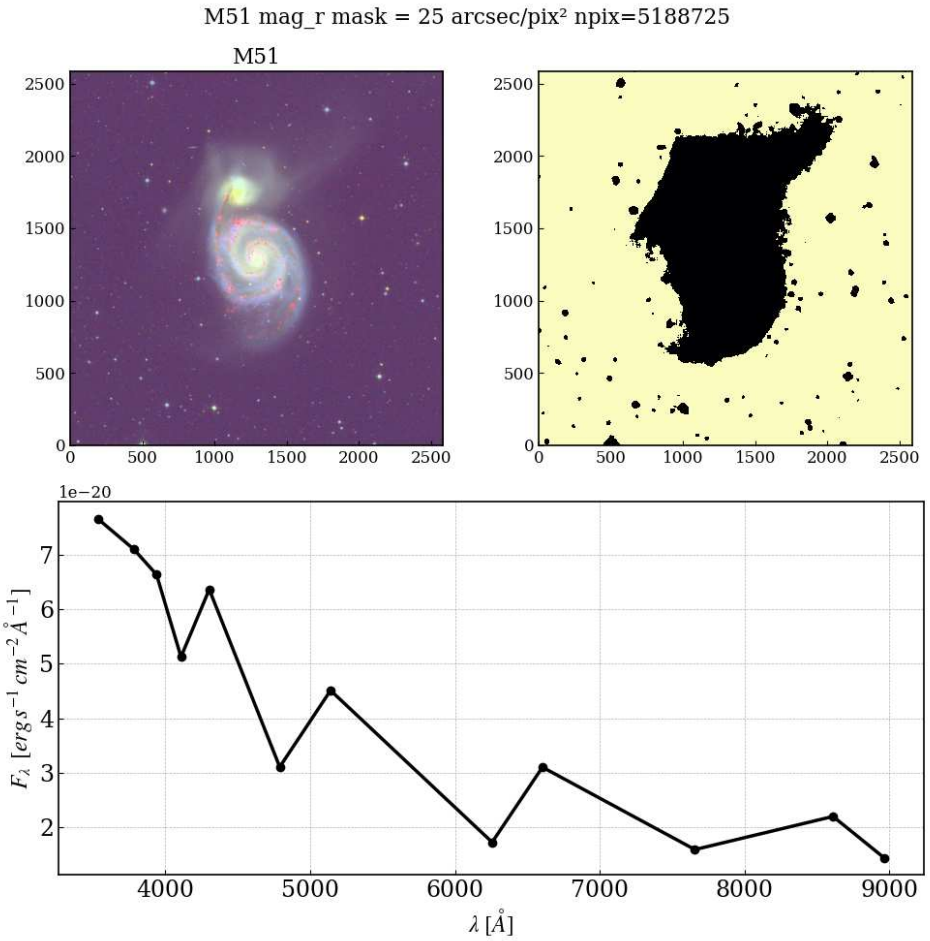


Figura 42 – Exemplo de subtração de céu aplicada à galáxia M51. *Superior esquerdo:* imagem composta RGB da galáxia. *Superior direito:* máscara inicial utilizada para a seleção das regiões de céu (em amarelo). *Inferior:* espectro médio do céu (em unidades de fluxo, conforme o eixo y).

clipping simultâneo nas 12 bandas, garantindo que os mesmos pixels sejam mascarados em todas elas. Como resultado, o número final de pixels mascarados é superior ao que aparece visualmente nas figuras. Essa etapa de mascaramento da galáxia e das estrelas é essencial para assegurar uma medição precisa do céu, pois qualquer contribuição dessas fontes poderia modificar o valor médio obtido. Ao final do *sigma-clipping*, calculamos tanto a média quanto a mediana do espectro do céu (ambas praticamente idênticas), o que indica que nossa estimativa é robusta, não sendo afetada por valores discrepantes.

A Figura 44 quantifica o impacto importante que a subtração de céu tem nas propriedades físicas derivadas, especialmente nas regiões de baixo brilho superficial. A figura compara alguns perfis radiais de cor e propriedades para a galáxia elíptica NGC 1344, analisada *com* (linha magenta) e *sem* (linha azul) a ressubtração de céu. Nas regiões internas (R $\lesssim$ 40 arcsec), onde o fluxo da galáxia domina, os resultados são consistentes; contudo, nas regiões externas, os perfis divergem significativamente. A presença de céu

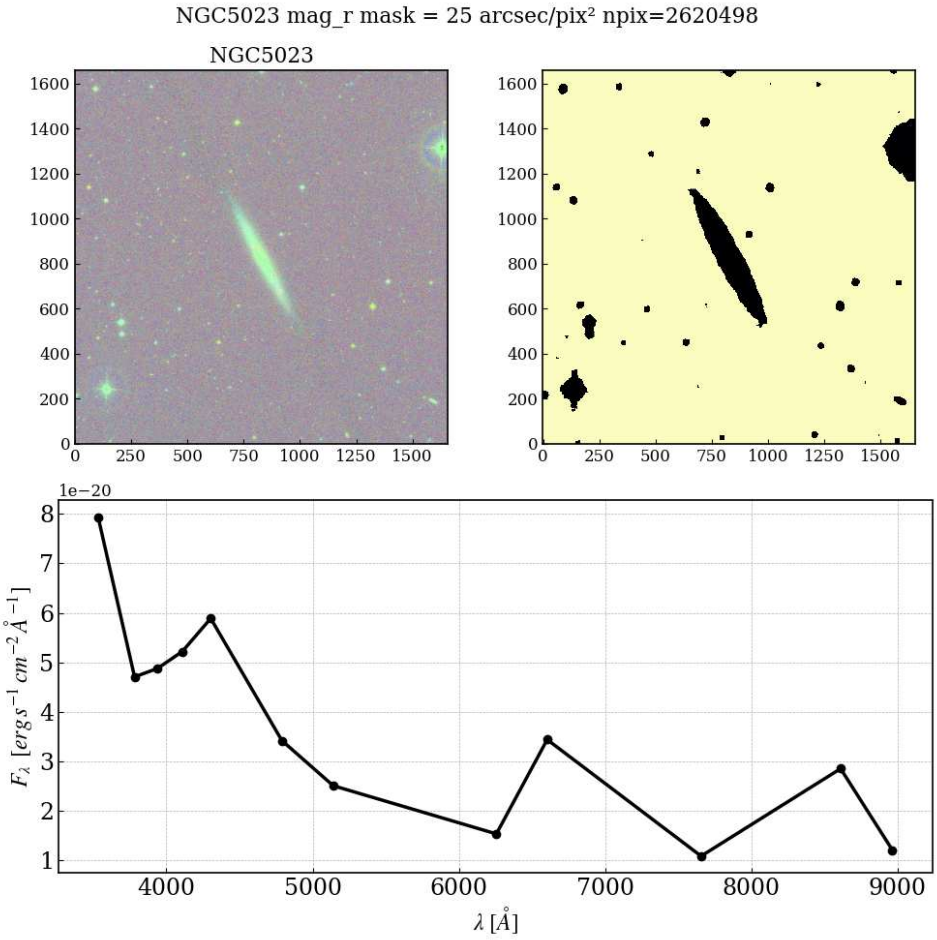


Figura 43 – Como na Figura 42, mas para a galáxia NGC 5023.

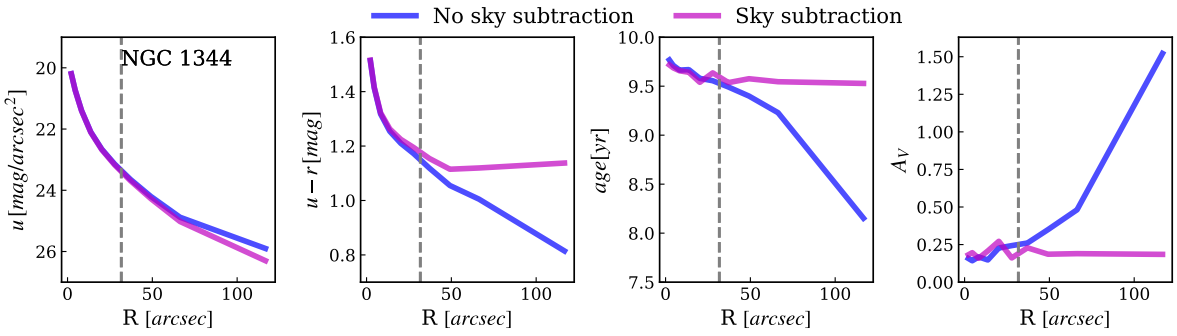


Figura 44 – Perfis radiais da magnitude superficial na banda u, cor $(u - r)$, idade estelar média e extinção por poeira (A_V) para a galáxia elíptica NGC 1344. As linhas azuis correspondem aos resultados sem subtração de céu e as magentas, com a correção aplicada. A linha tracejada marca o raio efetivo da galáxia.

residual (geralmente mais azul, Figuras 42 e 43) produz gradientes espúrios, tornando as partes mais fracas da galáxia artificialmente mais azuis, como mostrado no perfil de cor da figura. Essa alteração nos dados se reflete diretamente nas propriedades obtidas pela síntese espectral, que mostram resultados inconsistentes com o esperado para uma galáxia elíptica, como idades muito jovens e um aumento irreal de poeira nas partes externas (linha azul, nos terceiro e quarto painéis).

Em contraste, os perfis corrigidos pela subtração de céu (linha magenta) exibem o comportamento esperado para uma galáxia elíptica: populações estelares velhas e baixos valores de poeira, aproximadamente constantes ao longo de todo o raio. Este teste demonstra que a ressubtração do céu é uma etapa essencial para garantir resultados confiáveis, sobretudo nas análises espaciais resolvidas e em regiões externas, nas quais o efeito é pronunciado.

Para finalizar este capítulo, vale ressaltar que o código para a produção de máscaras foi desenvolvido por mim, durante meu doutorado sanduíche na Espanha, e foi implementado no Scubes, estando disponível para uso no pacote `splusdata.scubes.core.SCubes`. O mesmo vale para o esquema de subtração de céu.

3 ALSTAR

O AlStar é um código de síntese espectral desenvolvido pelo Dr. Roberto Cid Fernandes Jr., meu querido orientador. Uma descrição detalhada do AlStar já foi apresentada em Thainá-Batista (2021), trabalho anterior a este. No entanto, no decorrer desta tese o código passou por múltiplas modificações, motivadas tanto por questões físicas quanto computacionais, além de ajustes técnicos relacionados ao formato de *input* e *output*.

O objetivo deste capítulo é apresentar uma documentação atualizada e detalhada do AlStar. Para que este texto sirva como uma referência didática completa para futuros usuários, conceitos fundamentais já descritos em Thainá-Batista (2021) serão revisitados, incorporando as novas abordagens implementadas ao longo deste trabalho.

3.1 Síntese espectral

O AlStar é um código de síntese espectral que realiza uma decomposição algébrica não paramétrica de um espectro observado em termos de componentes que representam populações estelares de diferentes idades e metalicidades, incluindo também componentes nebulares. Ele é conceitualmente muito semelhante ao STARLIGHT, também desenvolvido no grupo de pesquisa da UFSC, mas difere em importantes detalhes técnicos e, crucialmente, na capacidade de ajustar simultaneamente populações estelares e linhas de emissão.

A premissa fundamental da síntese espectral é que o espectro observado (O_λ) de uma galáxia (ou uma região dela) pode ser descrito como a soma das contribuições de várias componentes estelares e nebulares. Constrói-se, então, um modelo (M_λ) que representa essa soma, e seus parâmetros são ajustados para reproduzir os dados observados. Esta optimização é feita de modo a minimizar

$$\chi^2 = \sum_\lambda w_\lambda^2 \left[O_\lambda - M_\lambda\right]^2 \quad , \tag{6}$$

na qual $w_\lambda = 1/\epsilon_\lambda$ é definido como o inverso da incerteza observacional (ϵ_λ) em O_λ. A soma é realizada sobre os comprimentos de onda observados. Essa formulação é bastante geral, podendo ser aplicada a observações espectroscópicas, fotométricas ou a combinações de ambas.

Nas seções seguintes, detalhamos a construção do espectro modelo M_λ, os seus

parâmetros e os ingredientes físicos necessários. Posteriormente, apresentamos a estratégia de otimização utilizada para encontrar a solução que minimiza o χ^2.

3.2 Formulação matemática do modelo para populações estelares

Nesta seção apresentamos a formulação matemática do modelo espectral, descrevendo as bases de populações estelares utilizadas e outros elementos relevantes da análise, como a atenuação por poeira (incluindo a possibilidade de extinção diferencial), a lei de avermelhamento, a cinemática estelar e outros aspectos fundamentais.

3.2.1 Uma componente

Antes de construir um modelo composto por múltiplas populações estelares, é fundamental definir os conceitos envolvidos para uma única componente. Um conceito básico nesta área é o de População Estelar Simples (SSP, *Simple Stellar Population*), que representa um conjunto de estrelas de diferentes massas, distribuídas de acordo com uma Função de Massa Inicial (IMF, *Initial Mass Function*), nascidas no mesmo instante e com a mesma composição química.

Seja uma população j, composta por uma SSP de idade t_j e metalicidade Z_j. O espectro produzido por essa componente pode ser escrito como

$$L^0_{\lambda,j} = m_j \, l_{\lambda,j} \quad , \tag{7}$$

na qual m_j representa a massa inicial da população e $l_{\lambda,j}$ é a luminosidade espectral produzida por unidade de massa inicial da população.

As unidades habituais para $L^0_{\lambda,j}$ são $L_\odot \, \text{Å}^{-1}$, para m_j são $M_\odot$, e, consequentemente, para $l_{\lambda,j}$ são $L_\odot \, \text{Å}^{-1} \, M_\odot^{-1}$. A grandeza $l_{\lambda,j}$ representa, portanto, a razão luminosidade-massa da população j. Diversos modelos para $l_{\lambda,j}$ estão disponíveis na literatura, como os de Leitherer et al. (1999), Vazdekis et al. (2010) e Falcón-Barroso et al. (2011), sendo os de Bruzual e Charlot (2003) (e atualizações subsequentes[1]) alguns dos mais amplamente utilizados.

É importante notar que a terminologia "massa inicial" é utilizada para distingui-la da "massa atual" remanescente na população. A massa atual em estrelas é necessariamente

[1] Algumas versões dos modelos estão disponíveis em http://www.bruzual.org/~gbruzual/.

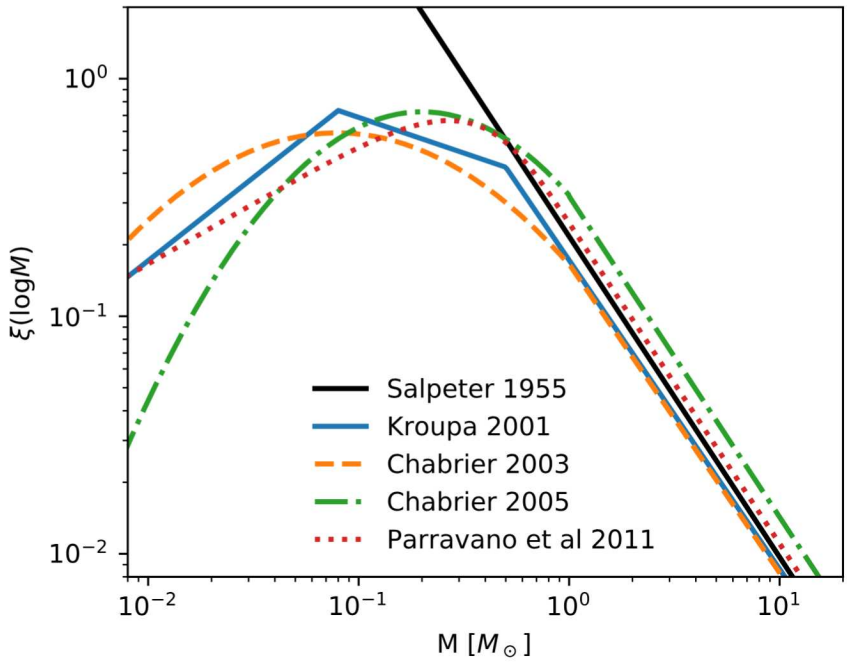


Figura 45 – Exemplos de diferentes IMF.

Fonte: Figura retirada de Colman e Teyssier (2020).

menor devido ao material ejetado para o meio interestelar por meio de ventos estelares e supernovas, entre outros processos no decorrer da evolução de cada estrela. Tipicamente, para uma IMF de Chabrier (2003), uma população estelar perde aproximadamente 50% de sua massa inicial ao longo de 14 Gyr. Para uma IMF de Salpeter (1955), que contém relativamente mais estrelas de baixa massa, a fração de massa remanescente após 14 Gyr é da ordem de 70% da sua massa inicial. Embora essa distinção não afete o processo de ajuste espectral em si, ela é crucial para a interpretação física das massas m_j obtidas. Existem diferentes opções de IMF na literatura, a Figura 45 mostra alguns exemplos.

3.2.2 Atenuação por poeira

O espectro definido anteriormente, na Equação (7), é o intrínseco, ou seja, representa a luz não afetada por poeira; o superíndice "0" em $L^0_{\lambda,j}$ denota isso. Para incorporar o efeito da poeira, introduzimos um termo de atenuação $e^{-\tau_{\lambda,j}}$. Em um modelo simplificado de "cortina de poeira" (*foreground screen*), τ_λ representa a profundidade óptica para absorção e espalhamento de fótons de comprimento de onda λ. Em cenários geometricamente mais complexos, costuma-se manter o formalismo $e^{-\tau_\lambda}$, embora o significado físico direto de τ_λ não seja tão imediato. Nesses casos, τ_λ é interpretado como uma profundidade óptica efetiva.

É conveniente decompor τ_λ em um fator de normalização (quantitativo), τ_V, que

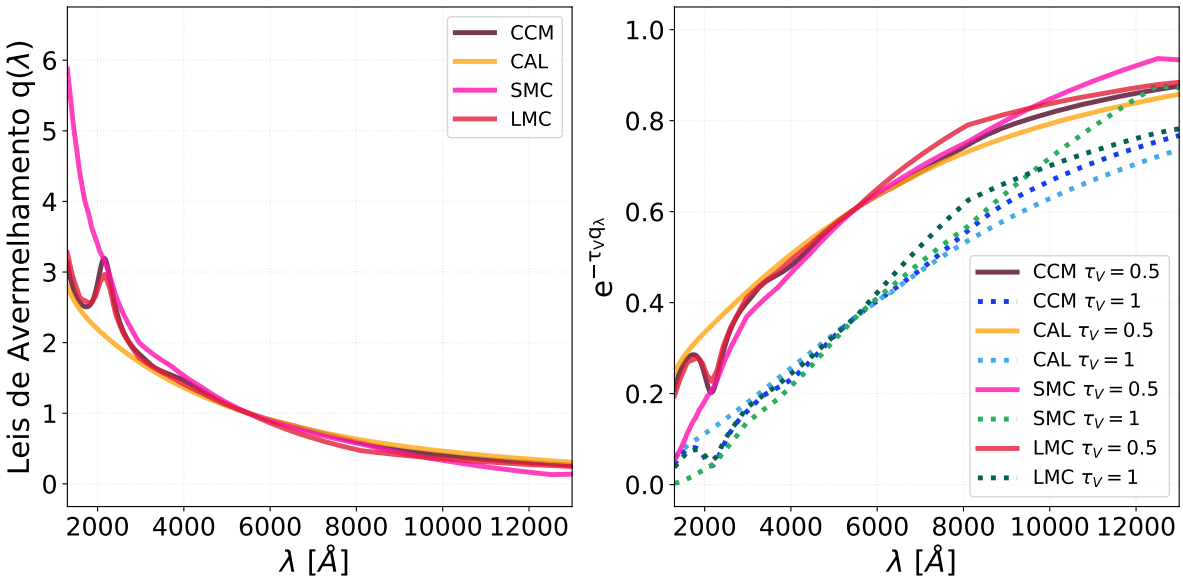


Figura 46 – *Esquerda:* Algumas das leis de avermelhamento implementadas no AlStar. CAL (Calzetti, 2001), CCM (Cardelli; Clayton; Mathis, 1989), SMC e LMC (Gordon et al., 2003). *Direita:* Fatores de atenuação $e^{-\tau_V q_\lambda}$ para $\tau_V = 0.5$ (linhas sólidas) e $\tau_V = 1$ (linhas pontilhadas) para as diferentes leis de avermelhamento.

mede a profundidade óptica efetiva no comprimento de onda da banda V[2] (5500 Å), e um fator de forma $q_\lambda \equiv \tau_\lambda/\tau_V$, que representa a lei de avermelhamento:

$$\tau_\lambda = \tau_V \, q_\lambda \quad . \tag{8}$$

O AlStar disponibiliza uma série de opções para a lei de avermelhamento q_λ. O painel da esquerda na Figura 46 mostra algumas dessas opções, enquanto o painel da direita mostra os respectivos termos de atenuação $e^{-\tau_V q_\lambda}$ para $\tau_V = 0.5$ e 1 (linhas sólidas e pontilhadas, respectivamente).

Neste trabalho utilizamos a lei de Calzetti (2001) (linhas pretas na Figura 46), cuja equação é dada por:

$$q_\lambda = \frac{\tau_\lambda}{\tau_V} = \begin{cases} \frac{2.659}{4.05}\left[-1.857 + 1.040\frac{1}{\lambda}\right] + 1 & \text{para } \ 0.63 \leq \frac{\lambda}{\mu\text{m}} \leq 2.2 \\ \frac{2.659}{4.05}\left[-2.156 + \frac{1.509}{\lambda} - \frac{0.198}{\lambda^2} + \frac{0.011}{\lambda^3}\right] + 1 & \text{para } \ 0.12 \ \leq \frac{\lambda}{\mu\text{m}} < 0.63 \end{cases} \tag{9}$$

com λ em μm. Na faixa entre 3500 e 10000 Å, q_λ varia de 2.71 a 0.82. A título de ilustração, para $\tau_V = 0.5$ isso equivale a uma mudança na cor (razão entre os fluxos) entre $\lambda = 10000$

[2] Utilizada simplesmente como referência, como é tradição na área.

e 3500 Å de um fator de 1.7. Para $\tau_V = 1$ e 2, o fator de mudança de cor é de 2.9 e 8.5, respectivamente.

Considerando a atenuação por poeira, o espectro observado da população j torna-se:

$$L_{\lambda,j} = L^0_{\lambda,j}\, e^{-\tau_{\lambda,j}} = m_j\, l_{\lambda,j}\, e^{-\tau_{\lambda,j}} = m_j\, l_{\lambda,j}\, e^{-\tau_{V,j}\, q_\lambda} \quad . \tag{10}$$

Note que o termo q_λ não possui o subíndice j, indicando que assumiremos que a lei de avermelhamento é a mesma para todas as populações estelares. Entretanto, permite-se que a "quantidade de poeira", parametrizada por τ_V, varie entre as diferentes componentes. Por simplicidade, adotaremos a notação τ_j em vez de $\tau_{V,j}$.

3.2.3 Múltiplas componentes

O espectro de uma galáxia (ou de uma de suas regiões) é a soma das contribuições de todas as populações estelares que a compõem. Dessa forma, podemos generalizar a formulação das populações individuais construídas na Equação (10) para um conjunto de $N_\star$ populações estelares, cada uma com sua idade, metalicidade e atenuação. Matematicamente, esta soma é dada pela seguinte combinação linear:

$$M^\star_\lambda = \sum_{j=1}^{N_\star} L_{\lambda,j} = \sum_{j=1}^{N_\star} m_j\, l_{\lambda,j}\, e^{-\tau_j\, q_\lambda} \quad , \tag{11}$$

em que $M^\star_\lambda$ denota nosso modelo para o espectro total das $j = 1, 2, \ldots N_\star$ populações. O desafio da síntese espectral consiste em determinar os coeficientes m_j e os valores de atenuação τ_j que melhor ajustam o modelo $M^\star_\lambda$ aos dados observados O_λ.

3.2.4 Extinção diferencial

O modelo descrito pela Equação (11) permite, em princípio, que cada uma das $N_\star$ populações tenha um valor distinto de τ_j. Na prática, contudo, isso introduz um grau elevado de complexidade e degenerescência. Assim como outros códigos de síntese espectral, o AlStar adota um modelo de atenuação simplificado, que permite apenas um ou dois valores de τ_j. Define-se então que todas as $N_\star$ populações sofrem uma atenuação $\tau_j = \tau^{\rm ISM}$, enquanto populações jovens podem (opcionalmente) sofrer uma atenuação adicional $\tau^{\rm BC}$, tal que a profundidade óptica total para uma população j é, portanto:

$$\tau_j = \tau^{\mathrm{ISM}} + \begin{cases} \tau^{\mathrm{BC}} & \text{se } t_j \leq t_{\mathrm{BC}} \\ 0 & \text{se } t_j > t_{\mathrm{BC}} \end{cases} \quad . \tag{12}$$

Esse modelo é conhecido como extinção diferencial e é motivado pelo fato bem estabelecido de que estrelas jovens sofrem mais atenuação que estrelas velhas (Calzetti; Kinney; Storchi-Bergmann, 1994). A explicação, proposta por Charlot e Fall (2000), é que estrelas recém-nascidas ainda estão próximas ou imersas nas nuvens moleculares poeirentas onde se formaram (as chamadas *birth clouds* que dão origem ao índice "BC"). Com o tempo, essas nuvens formadoras se dissipam e as estrelas passam a ser atenuadas apenas pela poeira difusa (espalhada pela galáxia) do Meio Interestelar (ISM, *Interstellar Medium*).

O valor t_{BC} é um parâmetro de entrada do AlStar, definido pelo usuário. Neste trabalho, adotamos o valor de $t_{\mathrm{BC}} = 10^7$ yr, correspondente ao tempo de vida típico de uma nuvem molecular, de acordo com Charlot e Fall (2000). Para desativar a opção de extinção diferencial (com dois valores de τ), basta não especificar t_{BC} no arquivo de configuração.

Além da opção de ajustar τ^{BC} e τ^{ISM} como parâmetros independentes, implementamos uma opção na qual τ^{BC} é calculado em função de τ^{ISM}, vinculando os dois através da relação:

$$\tau^{\mathrm{BC}} = a_0 + a_1 \tau^{\mathrm{ISM}} \quad . \tag{13}$$

O resultado clássico de Calzetti, Kinney e Storchi-Bergmann (1994), de que populações jovens sofrem $1/0.44 = 2.27$ vezes mais atenuação que estrelas velhas, é reproduzido com os coeficientes $a_0 = 0$ e $a_1 = 1.27$ na Equação (13). Essa é a configuração padrão adotada neste trabalho. Fixar τ^{BC} em termos de τ^{ISM} diminui um grau de liberdade e preestabelece um significado físico à relação entre ambos.

3.2.4.1 Definição de profundidade óptica efetiva: $\tilde{\tau}$

Embora não faça parte do AlStar, é oportuno, neste ponto, introduzir o conceito de "profundidade óptica efetiva" ($\tilde{\tau}$), uma vez que se relaciona intimamente com o modelo de extinção diferencial recém-discutido. Essa grandeza é definida como a média ponderada entre τ^{ISM} e $\tau^{\mathrm{BC}} + \tau^{\mathrm{ISM}}$:

$$\tilde{\tau} = x_{\mathrm{BC}}(\tau^{\mathrm{BC}} + \tau^{\mathrm{ISM}}) + (1 - x_{\mathrm{BC}})\tau^{\mathrm{ISM}} = \tau^{\mathrm{ISM}} + x_{\mathrm{BC}}\,\tau^{\mathrm{BC}} \quad , \tag{14}$$

onde x_{BC} é a fração de luz associada às populações com idade $t_j < t_{\mathrm{BC}} = 10$ Myr.

No modelo com dois valores de τ, as populações jovens são atenuadas por $\tau^{\rm ISM} + \tau^{\rm BC}$, enquanto as mais velhas sofrem apenas a atenuação correspondente a $\tau^{\rm ISM}$. Dessa forma, $\tilde{\tau}$ funciona como uma média ponderada conveniente, condensando essas duas contribuições de poeira em um único parâmetro efetivo. Por construção, o valor de $\tilde{\tau}$ tende a $\tau^{\rm ISM}$ na ausência de populações jovens ($x_{\rm BC} \to 0$) e a $\tau^{\rm ISM} + \tau^{\rm BC}$ quando essas populações dominam o espectro da galáxia ($x_{\rm BC} \to 1$).

3.2.5 Ajuste não paramétrico × paramétrico

A formulação adotada pelo AlStar é conhecida na literatura como "não paramétrica", uma terminologia que, embora consagrada, pode ser contraintuitiva, visto que o modelo contém muitos parâmetros. Esta nomenclatura serve para contrapor a métodos "paramétricos", nos quais a história de formação estelar de uma galáxia é descrita por uma função analítica *ad hoc*. Um exemplo clássico é o chamado "τ-model", que propõe que a taxa de formação estelar da galáxia em um instante t anos é dada pela função exponencial decrescente:

$$\psi(t) = \frac{\mathcal{M}}{\tau} e^{-(t_0 - t)/\tau} \quad , \tag{15}$$

na qual $\mathcal{M}$, t_0 e τ são parâmetros do modelo. $\mathcal{M}$ descreve a massa total de estrelas formadas desde o início da formação estelar em um *lookback time* $t = t_0$ (com $\psi = 0$ para $t > t_0$), e o parâmetro τ descreve a escala de tempo do decaimento exponencial[3]. O espectro resultante desta galáxia teórica pode ser calculado integrando os espectros de SSPs de diferentes idades entre $t = 0$ (hoje) e $t = t_0$, ponderados pela massa $dm = \psi(t)\, dt$ de cada uma:

$$M^{\star}_{\lambda} = \int_{t=0}^{t_0} l^{\rm SSP}_{\lambda}\big(t, Z\big) \psi(t)\, dt \quad . \tag{16}$$

Exceto pelo termo de extinção, omitido por simplicidade, esta equação é análoga à Equação (11). Há, entretanto, uma diferença fundamental: no modelo paramétrico, a massa $dm_j = \psi(t_j) dt_j$, de cada população em um intervalo dt_j de idades ao redor de t_j, é rigidamente determinada pelos parâmetros da SFH ($\mathcal{M}$, τ, t_0). Em contraste, na abordagem não paramétrica do AlStar, os coeficientes de massa m_j são parâmetros livres e independentes para cada componente da base.

Essa liberdade torna o método não paramétrico muito mais flexível. Por exemplo, ao contrário de um modelo puramente exponencial, a Equação (11) permite modelar

[3] Não confundir com a profundidade óptica da poeira, denotada pela mesma letra τ!

adequadamente uma galáxia que sofreu um período de decaimento na taxa de formação estelar, seguido de um ou mais surtos de formação posteriores. É claro que funções $\psi(t)$ *ad hoc* mais complexas do que uma simples exponencial $\psi \propto e^{-(t_0-t)/\tau}$ podem ser formuladas, mas, neste caso, o número de parâmetros cresce, até eventualmente se tornar comparável ao de um modelo não paramétrico.

3.2.6 Cinemática estelar

Antes que o espectro modelo $M_\lambda^\star$ possa ser comparado aos dados observados, é necessário considerar os efeitos da cinemática estelar. O movimento das estrelas introduz um efeito Doppler em escalas pequenas de comprimento de onda, seguindo $\Delta\lambda/\lambda = v_\star/c$, com velocidades típicas $v_\star$ da ordem de ~ 100 km/s.

Em princípio, é possível incorporar distribuições arbitrárias de velocidades estelares projetadas na linha de visada no cálculo de $M_\lambda^\star$. Na prática, a abordagem mais comum é descrever este campo de velocidades por uma função do tipo $G(v_0, \sigma_\star) \propto \exp\big(-(v_\star - v_0)^2/2\sigma_\star^2\big)$, i.e., uma gaussiana centrada em v_0 e com dispersão de velocidades $\sigma_\star$. Essa é a estratégia empregada em outros códigos, como, por exemplo, no STARLIGHT. O ALSTAR também utiliza essa formulação, mas com uma diferença técnica: enquanto o STARLIGHT trata v_0 e $\sigma_\star$ como parâmetros livres a serem ajustados, no ALSTAR essas quantidades são fornecidas como dados de entrada (*input*). Em ambos os códigos, assume-se que a cinemática é a mesma para todas as componentes ($j = 1, \ldots, N_\star$), isto é, $v_{0,j} = v_0$ e $\sigma_{\star,j} = \sigma_\star$.

Uma vez conhecidos os valores de v_0 e $\sigma_\star$, o efeito da cinemática é computado convoluindo o modelo $M_\lambda^\star$ com o *kernel* gaussiano $G(v_0, \sigma_\star)$. Na prática, substitui-se cada espectro de componente $l_{\lambda,j}$ por sua versão convoluída $l^G_{\lambda,j} \equiv l_{\lambda,j} \otimes G(v_0,\sigma_\star)$ na Equação (11). Como resultado, o espectro é deslocado por um comprimento de onda de $\Delta\lambda = \lambda v_0/c$ e suavizado por uma gaussiana de dispersão $\sigma_\lambda = \lambda\sigma_\star/c$.

É crucial ressaltar que, para aplicações puramente fotométricas como as descritas neste trabalho, os parâmetros cinemáticos têm um efeito desprezível no modelo final. O alargamento Doppler das linhas de absorção ocorre em escalas de comprimento de onda muito menores do que a largura dos filtros fotométricos, mesmo para os filtros de banda estreita dos levantamentos S-PLUS, J-PLUS e J-PAS, de modo que $\sigma_\star$ não é um parâmetro relevante. Nos trabalhos apresentados adiante fixamos $\sigma_\star = 150$ km/s. Já o parâmetro v_0 pode sim ter efeitos importantes se entendermos v_0 como devido ao redshift (z) da galáxia. No entanto, z é tratado como *input* pelo ALSTAR, que desloca os espectros da base para $\lambda = \lambda_0(1 + z)$, fixando v_0 em 0[4].

[4] Esta é outra diferença do ALSTAR com respeito ao STARLIGHT, que trabalha no referencial de repouso,

3.2.7 Base espectral de populações estelares

O ingrediente mais fundamental em códigos de síntese espectral é a biblioteca de modelos para espectros de populações estelares. Neste trabalho, utilizamos duas versões atualizadas dos modelos de Bruzual e Charlot (2003), que contam com versões recentes nos modelos de evolução estelar e nas bibliotecas espectrais estelares.

Uma versão disponibilizada diretamente por G. Bruzual, aqui denominada CB17, foi a base utilizada na minha dissertação (Thainá-Batista, 2021) e no meu primeiro artigo (Thainá-Batista et al., 2023). Trabalhos posteriores, incluindo meu segundo artigo (Thainá-Batista et al., 2025), empregaram uma versão ainda mais recente (Plat et al., 2019), a qual chamaremos CB19. Em ambos os casos, a função de massa estelar adotada é a de Chabrier (2003), enquanto os modelos de evolução estelar são os de Chen et al. (2015) e Marigo et al. (2013).

A biblioteca espectral estelar inclui várias fontes de referência. Para as idades e intervalos de comprimento de onda de interesse neste trabalho, os espectros dominantes na região visível provêm da biblioteca estelar MILES, compilada por Sánchez-Blázquez et al. (2006) e Falcón-Barroso et al. (2011). Já na região do ultravioleta (UV), são utilizadas bibliotecas teóricas de Lanz e Hubeny (2003a,b, 2007), Leitherer et al. (2010), Martins et al. (2005), Rodriguez-Merino et al. (2005), Rauch, T. (2003), além dos modelos de alta resolução PoWR de Gräfener, G., Koesterke, L. e Hamann, W.-R. (2002), Hamann, W.-R. e Gräfener, G. (2003), Hamann, W.-R., Gräfener, G. e Liermann, A. (2006), Sander, A., Hamann, W.-R. e Todt, H. (2012), Hainich, R. et al. (2014, 2015) e Todt, H. et al. (2015), utilizados para descrever estrelas em fase Wolf-Rayet (WR). Mais detalhes sobre essas bibliotecas podem ser encontrados em Plat et al. (2019), Werle et al. (2019) e S. F. Sánchez et al. (2022b).

3.2.7.1 SSPs

A Figura 47 mostra exemplos de espectros $l_\lambda^{\rm SSP}$ de CB19 para uma metalicidade solar ($Z_\odot = 0.017$) e 16 idades, de 1 Myr a 11 Gyr, correspondentes aos valores de $t_j^{\rm low}$ listados na Tabela 3, com exceção da primeira idade. Na figura, vemos uma progressão (natural) da idade mais jovem (acima, colorida em roxo) à mais velha (abaixo, colorida em vermelho). Como esperado, observa-se um gradiente: espectros mais velhos são menos luminosos e mais vermelhos[5], enquanto os mais jovens são mais luminosos e azuis. A

e não no referencial observado, como o AlStar.

[5] Note que aqui o vermelho se refere a uma diferença de cor física, i.e., o espectro emite mais na região do vermelho do que na azul.

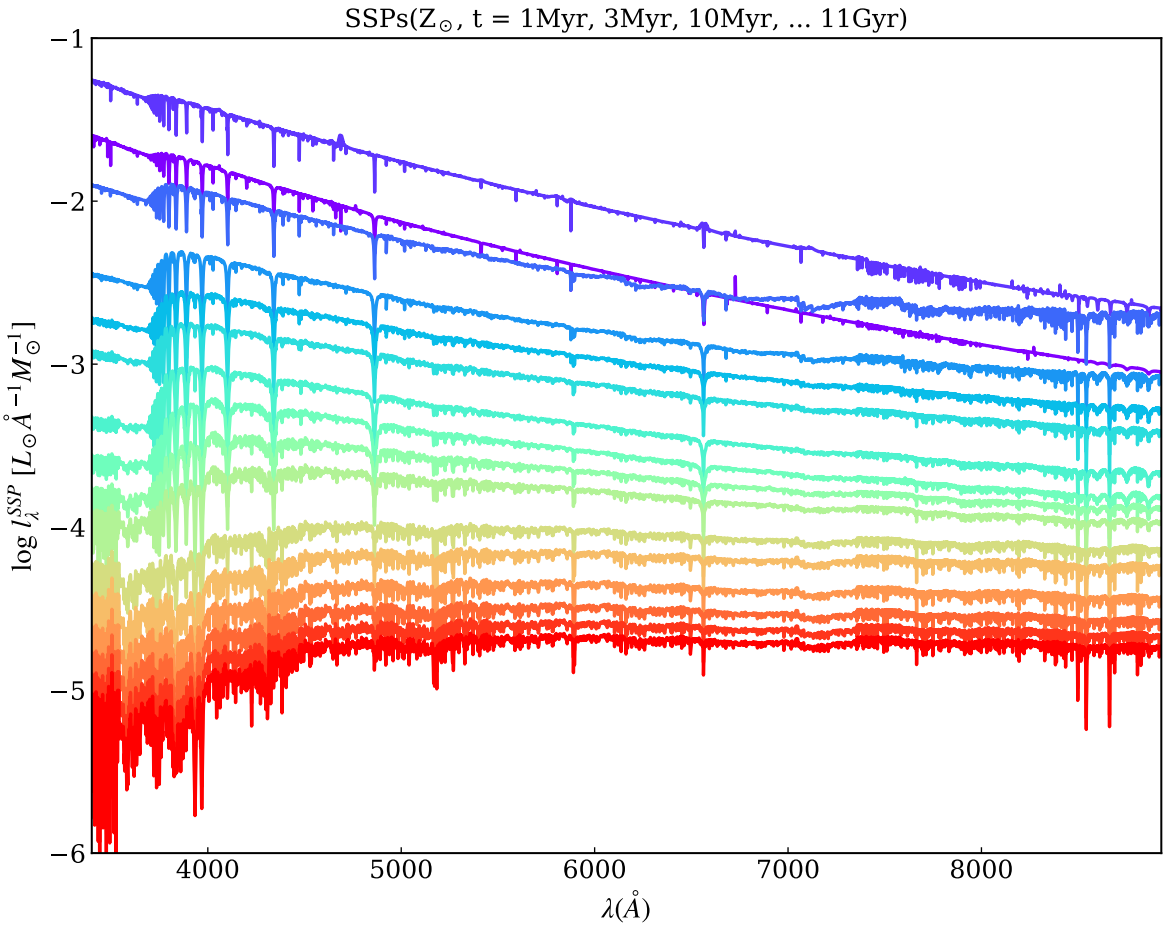


Figura 47 – Espectros de populações estelares simples (l_λ^{SSP}) para CB19 para metalicidade solar. As SSPs correspondem a 16 idades, variando de 1 Myr (roxo) a 11 Gyr (vermelho).

exceção é a idade de 1 Myr, que corresponde a uma fase peculiar da evolução estelar e muito breve.

A Figura 48 explora o efeito da metalicidade nos espectros de SSPs para quatro idades representativas. Para idades de 10 Myr, 1 Gyr e 10 Gyr, observa-se uma tendência geral em que populações menos metálicas são mais luminosas. Curiosamente, para a idade de 1 Myr, essa correlação se inverte. Outra peculiaridade da idade de 1 Myr é a presença de uma linha de emissão em 6728 Å, algo incomum, já que estrelas apresentam tipicamente linhas de absorção. Essa linha, formada na atmosfera estelar, corresponde ao C II e aparece em temperaturas efetivas $T_{\mathrm{eff}} \geq 35000$ K (Alexeeva et al., 2019).

Diferente do que se nota na Figura 47, o efeito de cor não é tão evidente aqui. Para melhor visualização, a Figura 49 mostra os mesmos espectros normalizados ao redor de 5635 Å. Essa normalização evidencia que, ainda que de forma sutil, o aumento da metalicidade torna os espectros mais vermelhados nas idades de 1 Gyr e 10 Gyr, enquanto em 10 Myr ocorre o oposto. Já para 1 Myr, não são observadas diferenças mensuráveis na

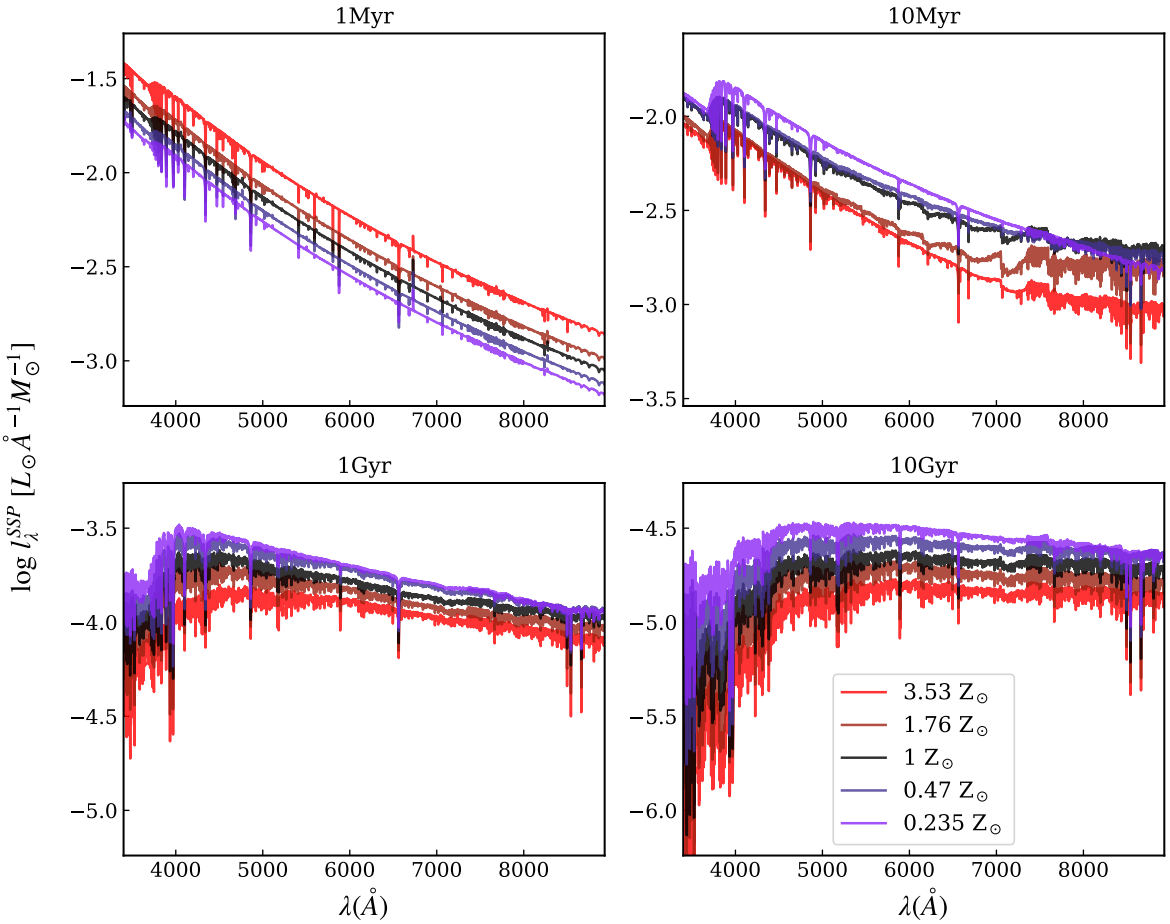


Figura 48 – Espectros l_λ^{SSP} para cinco diferentes metalicidades, seguindo o código de cor da figura, com as idades 1 Myr, 10 Myr, 1 Gyr e 10 Gyr.

cor. Esses são comportamentos complexos e ligados a diferentes fases da evolução estelar que estão além do escopo desta tese.

3.2.7.2 CSPs

A base espectral efetivamente utilizada neste trabalho não é composta por SSPs, mas sim por *Composite Stellar Populations* (CSP). Cada componente da base representa um episódio de formação estelar com taxa constante (ψ_j) durante um intervalo de tempo $t_j^{\mathrm{low}} < t < t_j^{\mathrm{upp}}$, e taxa nula para outros períodos de tempo. O espectro de cada CSP é obtido integrando-se os espectros de SSPs ao longo do respectivo intervalo de idade, de forma análoga à Equação (16), mas ajustando os limites da integral em t e também o valor da taxa de formação estelar ψ_j normalizado para formar uma massa total de 1 $M_\odot$ entre t_j^{low} e t_j^{upp}. Matematicamente:

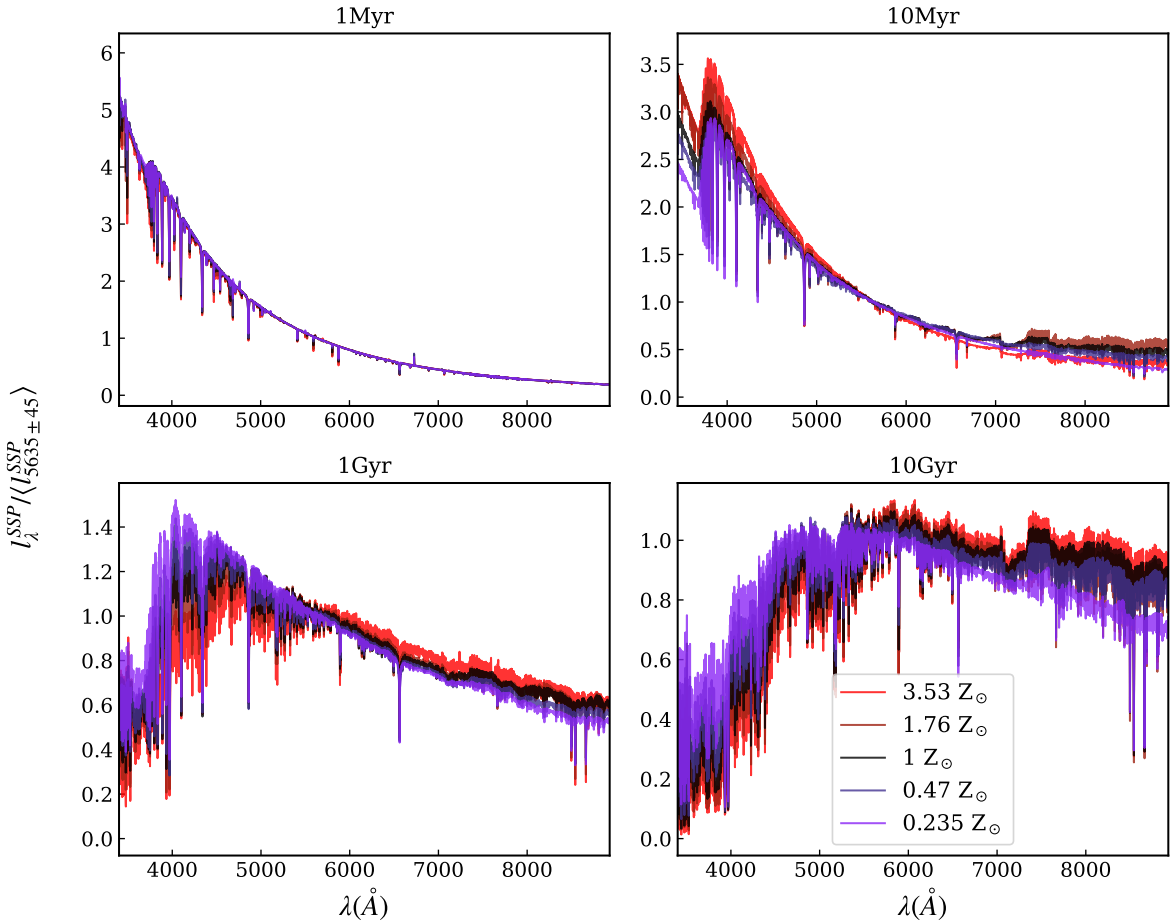


Figura 49 – Como na Figura 48, mas para espectros $l_\lambda^{\rm SSP}$ normalizados em $l_{6535\pm45}^{\rm SSP}$

$$l_{\lambda,j}^{\rm CSP} = \frac{1}{t_j^{\rm upp} - t_j^{\rm low}} \times \int_{t=t_j^{\rm low}}^{t_j^{\rm upp}} l_\lambda^{\rm SSP}\big(t, Z_j\big)\, dt, \tag{17}$$

onde se nota que, como intuitivamente esperado, o espectro de uma CSP é igual a média dos espectros das SSPs com idades $t_j^{\rm low} < t < t_j^{\rm upp}$.

Os 16 intervalos de idade utilizados nos trabalhos desta tese estão listados na Tabela 3. As idades foram escolhidas manualmente, mas estão espaçadas aproximadamente em escala logarítmica, com algumas modificações para evidenciar características espectrais dos modelos. Para um número suficientemente grande de componentes, o uso de uma base de CSPs produz resultados muito similares ao de uma base de SSPs com idades $t_j \approx (t_j^{\rm low} + t_j^{\rm upp})/2$. A Figura 50 mostra os espectros das 16 CSPs da base para cinco metalicidades diferentes.

Dessa forma, nossa base estelar contém $16 \times 5 = 80$ componentes, cujas massas m_j (ou fluxos x_j, como discutiremos a seguir) são os parâmetros a serem determinados pelo ajuste. Ao considerar também os parâmetros de poeira e da base nebular (Seção

Tabela 3 – Idades $t_j^{\rm low}$ e $t_j^{\rm upp}$ utilizadas nas CSPs no AlStar.

j	**1**	**2**	**3**	**4**	**5**	**6**	**7**	**8**
$t_j^{\rm upp}$ [Myr]	3	10	30	60	100	250	450	700
$t_j^{\rm low}$ [Myr]	0	3	10	30	60	100	250	450
j	**9**	**10**	**11**	**12**	**13**	**14**	**15**	**16**
$t_j^{\rm upp}$ [Gyr]	1	2	3	4.50	6.25	8.5	11	14
$t_j^{\rm low}$ [Gyr]	0.7	1	2	3	4.50	6.25	8.5	11

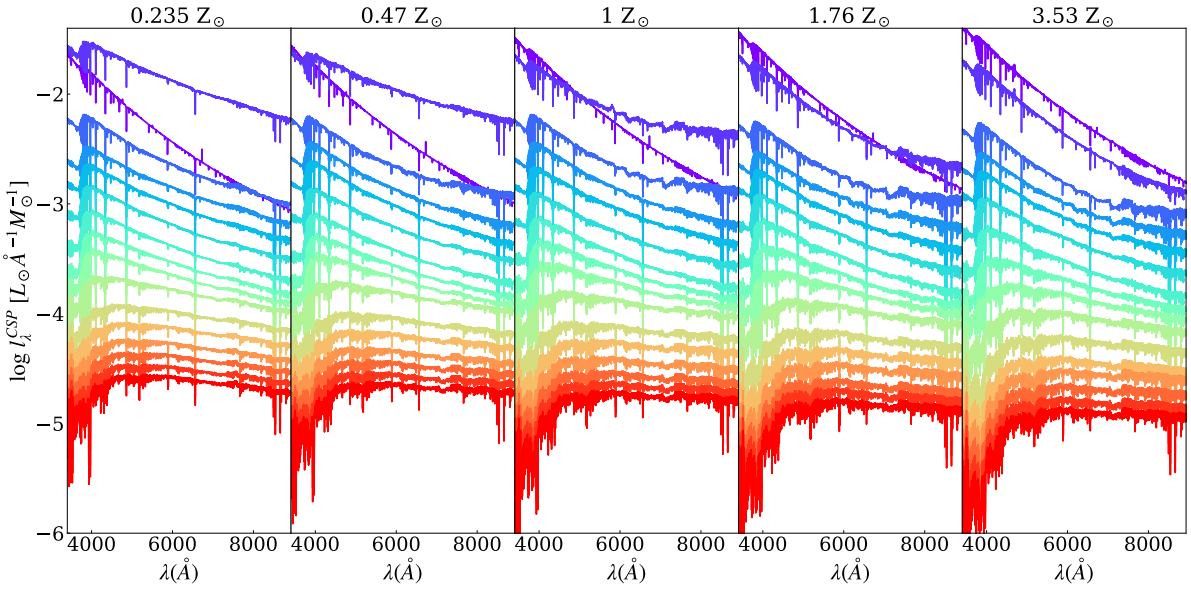


Figura 50 – Espectros de populações estelares compostas ($l_{\lambda,j}^{\rm CSP}$) para diferentes valores de metalicidades, como indicado na figura, e para os 16 intervalos de idade $t_j^{\rm low} \rightarrow t_j^{\rm upp}$ indicados na Tabela 3. Cálculos efetuados com os modelos de SSP de CB19.

3.3.1), o número de parâmetros livres aumenta ainda mais. Embora esse número possa parecer excessivo em comparação aos dados a serem ajustados (os 12 fluxos fotométricos do S/J-PLUS), a situação não é equivalente a ajustar N pontos com um polinômio de grau $\gg N$. Os espectros da base têm formas pré-definidas, e o código pode apenas escalar suas amplitudes. Como ilustração, uma base composta por funções senoidais de frequências e fases fixas não seria útil para modelar galáxias, mesmo que tivesse centenas de componentes. Além disso, os coeficientes ajustados são necessariamente positivos.

Apesar dessas observações de natureza matemática, é correto notar que nosso espaço de parâmetros é sobredimensionado em relação aos dados, e não é possível distinguir com precisão componentes espectralmente semelhantes, como, por exemplo, populações mais velhas que $\sim$ 5 Gyr. Uma discussão aprofundada sobre esse ponto, no contexto do starlight, é feita em Cid Fernandes (2006). Seguindo a abordagem proposta nesse

trabalho, optamos por modelar o espectro com uma base supercompleta e, *a posteriori*, comprimir os resultados, agrupando as contribuições em faixas de idade e metalicidade mais largas.

3.2.8 Reparametrização do problema: massa → luz

Na formulação apresentada até aqui, os parâmetros do modelo estelar $M^\star_\lambda$ são as $j = 1 \ldots N$ massas m_j de cada população e os parâmetros de poeira ($\tau^{\rm ISM}$ e, opcionalmente, $\tau^{\rm BC}$). No entanto, na prática computacional, o AlStar não ajusta diretamente as massas m_j. Em vez disso, ele otimiza o chamado **vetor de populações** $\vec{x}$, definido pelas $j = 1 \ldots N_\star$ densidades de fluxo (ou luminosidade) $x_j = M^\star_{\lambda_N,j}$ em um comprimento de normalização λ_N, tal que cada componente x_j representa a contribuição luminosa de cada população em λ_N. Esta é a mesma receita usada pelo starlight, originalmente inspirada na abordagem de Bica (1988) para síntese de populações estelares. A seguir, demonstramos como relacionar as duas formulações.

Partindo da Equação (11), podemos reformular o problema em termos de luz, reescrevendo a contribuição de cada componente, $L_{\lambda,j} = m_j\, l_{\lambda,j}\, e^{-\tau_j\, q_\lambda}$, em função de sua emissão em um comprimento de onda de referência λ_N. Então, multiplicando e dividindo a expressão por $l_{\lambda_N,j}\, e^{-\tau_j\, q_{\lambda_N}}$, obtém-se

$$L_{\lambda,j} = \left[m_j\, l_{\lambda_N,j}\, e^{-\tau_j\, q_{\lambda_N}} \right] \times b^\star_{\lambda,j}\, e^{-\tau_j (q_\lambda - q_{\lambda_N})} \quad , \tag{18}$$

em que

$$b^\star_{\lambda,j} \equiv l_{\lambda,j} / l_{\lambda_N,j} \quad , \tag{19}$$

representa a matriz de espectros da base[6] normalizada em $\lambda = \lambda_N$. Este termo e o fator de avermelhamento $e^{-\tau_j (q_\lambda - q_{\lambda_N})}$ contêm toda a informação de forma espectral. O termo entre colchetes, que agrupa todos os fatores de amplitude, é definido como a nova variável x_j:

$$x_j \equiv m_j\, l_{\lambda_N,j}\, e^{-\tau_j\, q_{\lambda_N}} = M^\star_{\lambda_N,j} \quad , \tag{20}$$

tal que a contribuição de cada população pode ser expressa como:

$$L_{\lambda,j} = x_j\, b^\star_{\lambda,j}\, e^{-\tau_j (q_\lambda - q_{\lambda_N})} \quad . \tag{21}$$

[6] Como manteremos os parâmetros cinemáticos fixos (cf. seção 3.2.6), assumiremos que os espectros $b^\star_{\lambda,j}$ já foram convoluídos com o *kernel* $G(v_0 = 0, \sigma_\star = 150\,{\rm km/s})$.

Considerando todas $N_\star$ componentes, o modelo de espectro estelar total da Equação (11) é, então, reescrito em função do vetor de populações $\vec{x}$:

$$M_\lambda^\star = \sum_{j=1}^{N_\star} L_{\lambda,j} = \sum_{j=1}^{N_\star} x_j \, b_{\lambda,j}^\star \, e^{-\tau_j (q_\lambda - q_{\lambda_N})} \quad . \tag{22}$$

Por meio desta manipulação algébrica simples, substituímos as massas m_j pelos parâmetros x_j. Fisicamente, cada componente x_j representa a densidade de luminosidade (por exemplo, em $L_\odot/\text{Å}$) da população j no comprimento de onda de referência λ_N, já atenuada pela poeira ($e^{-\tau_j q_{\lambda_N}}$). Na prática, a unidade de x_j é ditada pelos dados observados O_λ com os quais o modelo $M_\lambda^\star$ será comparado. Se estes estão em densidade de fluxo (por exemplo, em $\text{erg}\,\text{s}^{-1}\,\text{cm}^{-2}\,\text{Å}^{-1}$, em $\lambda = \lambda_N$), os coeficientes x_j assumirão a mesma unidade.

É comum na literatura que os resultados de códigos de síntese sejam apresentados como frações de luz. Para converter os coeficientes x_j em frações do fluxo total em λ_N, basta normalizá-los pela soma: $x_j^{\text{frac}} \leftarrow x_j / \sum_{k=1}^{N_\star} x_k$. Embora muitos trabalhos que utilizam o STARLIGHT se refiram a $\vec{x}$ como um vetor de frações de luz, internamente o código opera com os valores de x_j em unidades de densidade de fluxo (ou luminosidade), exatamente como descrito acima. O mesmo se aplica ao ALSTAR.

A opção por formular o problema em termos de frações de luz decorre do fato de que a relação massa-luminosidade varia enormemente com a idade em populações estelares. De fato, na faixa do óptico, essa variação é de três ou quatro ordens de magnitude (dependendo do λ), como se vê na Figura 47. Assim, mesmo uma fração diminuta de massa em populações jovens (por exemplo, 1%) pode ter efeitos significativos no espectro. Reescrever o problema em termos de frações de luz nos permite avaliar de maneira mais simples quais populações contribuem de maneira significativa em um ajuste espectral. Por exemplo, uma população que contribua apenas com $x \sim 1\%$ da luz pode ser vista como um ruído desprezível no ajuste. Dito de outra forma, essa maneira de abordar o problema da síntese espectral mantém uma relação muito mais direta com os dados observacionais do que as formulações em termos de massa.

3.3 Formulação matemática da base nebular

Uma das principais inovações do ALSTAR em relação a códigos como o STARLIGHT é a sua capacidade de modelar o espectro nebular simultaneamente ao contínuo estelar. No STARLIGHT, janelas espectrais ao redor das linhas de emissão são tipicamente mascaradas (ou seja, recebem peso $w_\lambda = 0$) no ajuste, e os fluxos das linhas são medidos *a posteriori*,

após o ajuste espectral, sobre o espectro residual $O_\lambda - M_\lambda$.

Embora o ALSTAR também permita essa abordagem – que é inclusive recomendável para o ajuste de espectros, ela se torna inadequada para dados fotométricos. No caso do S-PLUS e do J-PLUS, ignorar filtros que possam estar "contaminados" por linhas de emissão significaria descartar uma fração considerável de um conjunto de dados já limitado a 12 pontos. Para evitar essa perda de informação, optou-se por incluir linhas de emissão no ajuste espectral em vez de excluir filtros.

Formalmente, incluir linhas de emissão (e também o contínuo nebular associado) no modelo M_λ é simples. Basta adicionar à base de componentes estelares uma base de componentes nebulares, cujos espectros contenham apenas linhas de emissão. Na prática, porém, há diversos detalhes técnicos e escolhas de implementação que precisam ser considerados, como detalhado a seguir.

Começamos descrevendo como construímos uma base de linhas de emissão realística (Seção 3.3.1 a 3.3.3). Posteriormente, adicionamos a emissão do contínuo nebular associado às linhas de emissão (Seção 3.3.4). Esta ordem reflete a sequência em que esses termos foram incorporados em nossa análise. Em Thainá-Batista (2021) e Thainá-Batista et al. (2023) consideramos apenas os fluxos das linhas de emissão, enquanto em Thainá-Batista et al. (2025) e trabalhos posteriores o contínuo nebular foi incluído na base.

3.3.1 Linhas de emissão

Cada linha de emissão na base é modelada por um perfil Gaussiano, normalizado para ter fluxo integrado unitário. A função que descreve a emissão em uma única linha é dada por:

$$E(\lambda; \lambda_0, \sigma_{\rm EL}) = A_{\lambda_0} e^{-\frac{1}{2}(\lambda-\lambda_0)^2/\sigma^2_{\lambda_0}} \quad , \tag{23}$$

na qual a amplitude A_{λ_0} é definida como:

$$A_{\lambda_0} = (2\pi)^{-1/2} \left(\frac{\sigma_{\rm EL}}{c}\right)^{-1} \lambda_0^{-1} \quad . \tag{24}$$

Essas equações descrevem, portanto, um espectro contendo uma linha com perfil gaussiano, amplitude A_{λ_0}, centrada em $\lambda = \lambda_0$ e com largura $\sigma_{\lambda_0} = \lambda_0 \sigma_{\rm EL}/c$, onde $\sigma_{\rm EL}$ é a largura da linha em km/s (a dispersão de velocidades do gás) e c é a velocidade da luz. O coeficiente A_{λ_0} garante que $\int E_\lambda d\lambda = 1$, isto é, que o fluxo integrado da linha é unitário.

Em todas as aplicações deste trabalho, a largura (em velocidade, não em λ) das linhas foi fixada em $\sigma_{\rm EL} = 150\,{\rm km/s}$. Assim como a cinemática estelar $\sigma_\star$, este parâmetro não tem impacto relevante no ajuste de dados fotométricos, cujos filtros possuem larguras muito maiores do que a das linhas.[7] Os fluxos das linhas de emissão, no entanto, afetam a fotometria, principalmente para filtros estreitos.

Fluxos (ou luminosidades) reais serão obtidos da comparação dos modelos M_λ com dados observacionais. O espectro observado (em, por exemplo, $L_\odot\,{\rm \AA}^{-1}$) de uma linha "e" centrada em $\lambda_0 = \lambda_e$ pode ser escrito como

$$L^0_e E_e(\lambda)\, e^{-\tau\, q_\lambda} \quad ,$$

em que L^0_e é a luminosidade intrínseca (i.e., sem atenuação por poeira, em unidades de, por exemplo, $L_\odot$) da linha. Em princípio uma componente da base nebular pode conter apenas uma linha, mas logo veremos que é bem mais adequado incluir várias linhas ($e = 1, 2, \ldots$) simultaneamente. O espectro de uma componente j da base nebular é, portanto, dado por

$$L^{\rm EL}_{\lambda,j} = \sum_e L^0_{e,j} E_{e,j}(\lambda) \quad e^{-\tau_j\, q_\lambda} \quad . \tag{25}$$

É conveniente escalonar as luminosidades $L^0_{e,j}$ em termos de Hα. Definindo a razão de fluxo de uma linha de emissão e em relação a Hα como

$$\rho_{e,j} \equiv L^0_{e,j} / L^0_{{\rm H}\alpha,j} \quad , \tag{26}$$

a Equação (25) pode ser reescrita como

$$L^{\rm EL}_{\lambda,j} = L^0_{H\alpha,j} \sum_e \rho_{e,j} E_{e,j}(\lambda) \quad e^{-\tau_j\, q_\lambda} \quad . \tag{27}$$

3.3.2 Vínculos teóricos básicos

Uma abordagem simplista para incorporar linhas de emissão em nosso modelo seria incluir cada linha de emissão (considerada relevante) como um elemento na base. Por exemplo, incluindo uma função $E(\lambda; \lambda_0, \sigma_{\rm EL})$ para $\lambda_0 = 4861$ Å (Hβ), outra para $\lambda_0 = 5007$ Å ([O III]), e assim sucessivamente. Nesse caso, a soma $\sum_e$ da Eq. (27) incluiria apenas um termo para cada componente, e o número de componentes da base seria igual ao do número de linhas de emissão.

[7] Por exemplo, para $\sigma_{\rm EL} = 150$ km/s, a largura de Hα ($\lambda_0 = 6563$ Å) é de apenas $\sigma_{\lambda_0} = 3.3$ Å, quase $50\times$ menor do que a do filtro $J0660$.

Contudo, essa estratégia é ineficiente, pois trata cada linha de forma completamente independente, ignorando vínculos físicos. A física de nebulosas impõe limites teóricos e empíricos às combinações de fluxos de linhas que são possíveis. A física atômica, por exemplo, impõe razões de fluxo fixas para linhas que se originam de transições do mesmo íon, como o dubleto [O III], determinando que o fluxo de [O III]4959 é sempre 1/3 do fluxo de [O III]5007. Este tipo de vínculo é facilmente implementado. Por exemplo, o espectro de uma componente representando o dubleto [O III]4959,5007, e no qual o fluxo integrado de [O III]5007 é unitário, é dado por (omitindo os termos de atenuação por poeira):

$$E(\lambda; 5007, \sigma_{\rm EL}) + \frac{1}{3} \times E(\lambda; 4959, \sigma_{\rm EL}) \quad . \tag{28}$$

O mesmo vale para outros dubletos, como os do [N II] em 6548 e 6584 Å. Da mesma forma, as intensidades das linhas da série de Balmer (Hα, Hβ, Hγ, Hδ ...), estão inter-relacionadas. Em nebulosas fotoionizadas por estrelas jovens e massivas (regiões H II), os fluxos das linhas de Balmer ocorrem em proporções que variam muito pouco com as condições físicas do gás. Adotamos, portanto, um espectro de Balmer construído de acordo com as proporções calculadas para temperatura e densidade eletrônicas $T_e = 10^4$ K e $n_e = 10^2$ cm^{-3}, conforme as tabelas de emissividades em Osterbrock e Ferland (2006).

Além de [O III]4959,5007, [N II]6548,6584 e da série de Balmer, incluímos também os dubletos [S II]6716,6731 e [O II]3726,3729. Nestes casos, a razão entre os fluxos das duas linhas depende da densidade eletrônica. Adotamos os valores correspondentes ao regime de baixas densidades ($n_e < 10^2$ cm^{-3}), no qual [S II]6716/6731 = 1.4 e [O II]3729/3726 = 1.5. Ressaltamos que essas proporções não têm impacto significativo no ajuste fotométrico, onde o que importa é o fluxo total do dubleto.

Por exemplo, e outra vez omitindo efeitos de poeira, uma componente com uma luminosidade $L^0_{\rm H\alpha}$ em Hα e uma dada razão de intensidades entre [S II]6716+6731 e Hα terá seu espectro na região do [S II] descrito por

$$L^0_{\rm H\alpha} \times \left(\frac{[\rm S\,II]}{\rm H\alpha} \right) \times \frac{1.4 \times E(\lambda; 6716, \sigma_{\rm EL}) + E(\lambda; 6731, \sigma_{\rm EL})}{1 + 1.4} \quad , \tag{29}$$

e de modo semelhante para outros grupos de linhas.

As 13 linhas de emissão consideradas na base nebular estão listadas na Tabela 4. Nela, temos as linhas distribuídas em cinco grupos ([O II], [O III], [N II], [S II] e série de Balmer), juntamente com as razões de intensidade adotadas. A Figura 51 mostra os espectros individuais correspondentes a cada grupo de linhas.

Tabela 4 – Lista da linhas de emissão da base. As 13 linhas consideradas pertencem a 5 grupos: [O II], [O III], série de Balmer, [N II] e [S II]. As intensidades relativas das linhas de cada grupo estão na coluna da direita.

Linhas de emissão	λ **[Å]**	**Fluxo relativo**
[O II]3727	3726+3729	1
[O II]	3726	0.40
[O II]	3729	0.60
[O III]	5007	1
[O III]	4959	1/3
Hα	6563	1
Hβ	4861	1/2.86
Hγ	4340	1/6.111
Hδ	4102	1/11.042
Hϵ	3970	1/17.987
[N II]	6584	1
[N II]	6548	1/3
[S II]6724	6716+6731	1
[S II]	6716	0.58
[S II]	6731	0.42

3.3.3 Vínculos observacionais e a construção de uma base nebular empírica

Os cinco espectros da Figura 51 podem, em princípio, ser incluídos diretamente na base espectral, que teria, então, uma componente para cada grupo de linhas. No entanto, no caso do S/J-PLUS (e, em menor grau, do J-PAS), tal abordagem se mostra limitada, pois é utópico esperar que possamos recuperar de forma confiável os fluxos de tantas linhas de emissão e, ao mesmo tempo, extrair informações robustas sobre as populações estelares das galáxias. Além disso, a abordagem de "uma componente por linha" (ou grupo de linhas) pode levar a resultados enganosos. Considere, por exemplo, um caso em que a base estelar, sozinha, ajusta exatamente toda a fotometria, exceto a da banda g, para a qual o modelo estelar fica mais fraco do que os dados. Nessa situação hipotética, o código poderia perfeitamente atribuir esse excesso de fluxo ao [O III] e assim ajustar perfeitamente os dados, mesmo sem incluir emissão em Hα e outras linhas , o que é fisicamente absurdo.

Para lidar com essa limitação, desenvolvemos uma estratégia empírica. Em vez de construir uma base onde cada elemento contenha apenas as linhas de um dos cinco grupos (como ilustrado na Figura 51), optamos por construir espectros combinando simultanea-

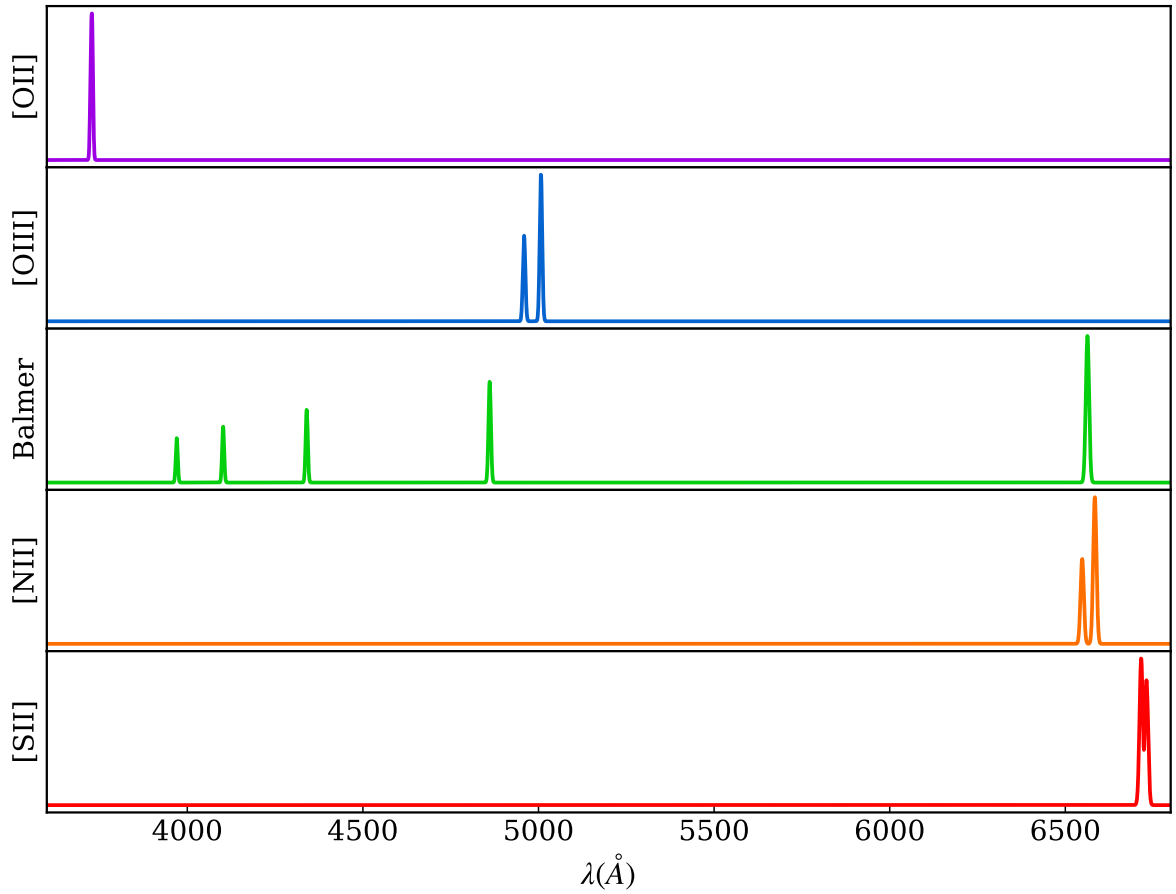


Figura 51 – Espectros individuais das linhas de emissão para os 5 grupos de linhas considerados. De cima para baixo: [O II], [O III], série de Balmer, [N II] e [S II].

mente todas as linhas, em proporções de fluxo inspiradas na realidade observacional.

Efetivamente, construímos espectros para a série de Balmer, no qual Hα é normalizado para ter fluxo unitário e adicionamos os demais grupos de linhas, escalonando seus fluxos de modo que o espectro resultante tenha razões de fluxos de linhas típicas observadas em diferentes classes de objetos, como regiões H II, galáxias aposentadas e núcleo ativo de galáxia (AGN, *Active Galactic Nucleus*).

Esse procedimento é bem ilustrado na Figura 52, onde temos o clássico diagrama *Baldwin–Phillips–Telervich* (BPT), introduzido primeiramente por Baldwin, Phillips e Terlevich (1981), que relaciona as razões de fluxos [O III]5007/Hβ e [N II]6584/Hα. Os pontos em preto correspondem a medidas espectroscópicas do SDSS (ver, por exemplo, Stasińska et al. (2006)). Nitidamente, as linhas de emissão envolvidas nesse diagrama não se misturam de maneira aleatória no Universo. A distribuição dos pontos se assemelha a conhecida forma de "gaivota", na qual a asa esquerda representa galáxias cujas linhas de emissão provêm da fotoionização do gás por estrelas jovens (denominada *star-forming wing*), na qual a metalicidade aumenta conforme cresce [N II]/Hα e decresce [O III]/Hβ.

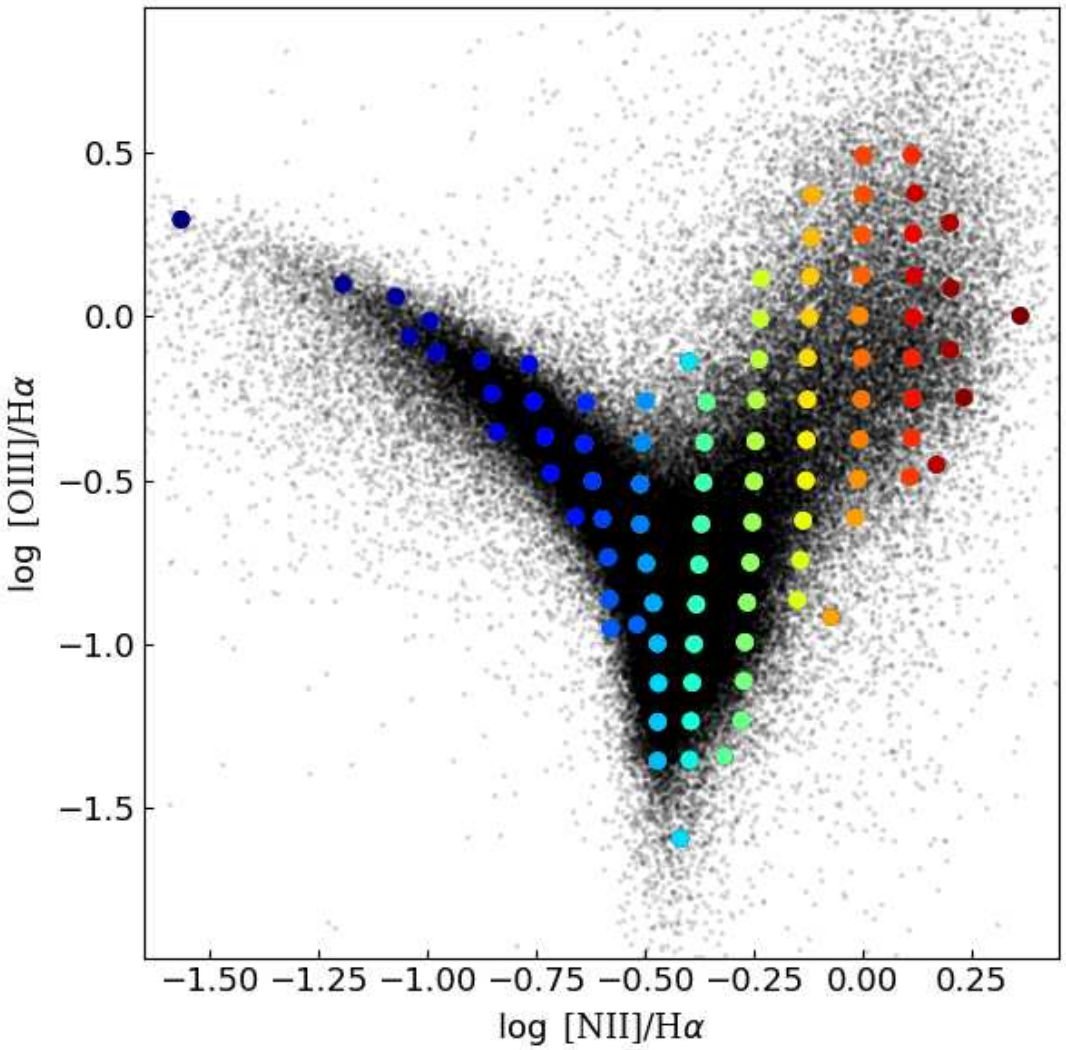


Figura 52 – Diagrama BPT, com Hβ substituído por Hα. Os pontos escuros mostram dados SDSS para galáxias de diversos tipos. Os pontos coloridos (correspondentemente às Figuras 53 e 57) mostram a posição dos 94 componentes da base nebular. Todos os fluxos foram corrigidos por poeira a partir da razão Hα/Hβ observada.

Por sua vez, a asa direita é ocupada por AGNs (Seyfert 2 e LINERs) e também por galáxias aposentadas. Portanto, a posição de uma galáxia no BPT está correlacionada com suas propriedades físicas, como metalicidade, parâmetro de ionização e natureza da fonte ionizante. Para uma revisão detalhada desses e de outros diagramas de diagnóstico, ver Kewley et al. (2006), Stasińska et al. (2008), Stasińska et al. (2006) e Cid Fernandes et al. (2011).

Os pontos coloridos na Figura 52 representam as componentes selecionadas para a construção de nossa base nebular. Ou seja, para cada componente, as intensidades relativas das linhas são definidas a partir de valores típicos observados em galáxias situadas naquela região do diagrama. Por exemplo, para o ponto mais à esquerda, com um fluxo = 1 para Hα (e, consequentemente, $1/2.86 = 0.3497$ para Hβ, conforme a Tabela 4), tem-se [O III] = 1.977 e [N II] = 0.0272. Inspecionando a base de dados do SDSS encontramos que objetos próximos a estas coordenadas BPT apresentam tipicamente [O II]/Hα = 0.6769 e [S II]/Hα = 0.0957.[8].

Dessa forma, a partir do fluxo de Hα é possível derivar de maneira consistente os fluxos integrados das demais linhas. Por exemplo, o espectro nebular correspondente a um objeto neste ponto do diagrama BPT pode, portanto, ser descrito pela seguinte função:

$$
\begin{aligned}
L^{\rm EL}_{\lambda,j} = \quad L^0_{{\rm H}\alpha,j} \times \Big\{ \quad & E_\lambda({\rm H}\alpha) + 0.3497 E_\lambda({\rm H}\beta) + 0.1636 E_\lambda(H\gamma) + \\
& 0.0906 E_\lambda(H\delta) + 0.0556 E_\lambda(H\epsilon) + \\
& \mathbf{1.977} \times \left[E_\lambda(5007) + \frac{1}{3} \times E_\lambda(4959) \right] + \\
& \mathbf{0.0272} \times \left[E_\lambda(6584) + \frac{1}{3} \times E_\lambda(6548) \right] + \\
& \mathbf{0.6769} \times [0.4 E_\lambda(3726) + 0.6 E_\lambda(3729)] + \\
& \mathbf{0.0957} \times [0.58 E_\lambda(6716) + 0.42 E_\lambda(6731)] \quad \Big\} \times e^{-\tau_j q_\lambda} \quad ,
\end{aligned}
\tag{30}
$$

na qual $L^0_{{\rm H}\alpha}$ é a luminosidade intrínseca de Hα, usada para escalonar todo o espectro nebular, e E_λ é a função gaussiana de fluxo unitário descrita pela Equação (23). Os termos entre chaves são os espectros intrínsecos (não avermelhados) de cada grupo de linhas para esse elemento particular da base nebular. A atenuação por poeira é descrita pelo termo $e^{-\tau_j q_\lambda}$. Os coeficientes numéricos em negrito são específicos para essa componente mais a esquerda no diagrama BPT na Figura 52.

Os coeficientes para todos os $N_{\rm neb} = 94$ elementos da base estão listados na Tabela 5, e os espectros resultantes são mostrados na Figura 53. Com os coeficientes da Tabela

[8] Lembrando que [O II]denota a soma de [O II]3726 + [O II]3729 e [S II]a soma de [S II]6716 + [S II]6731.

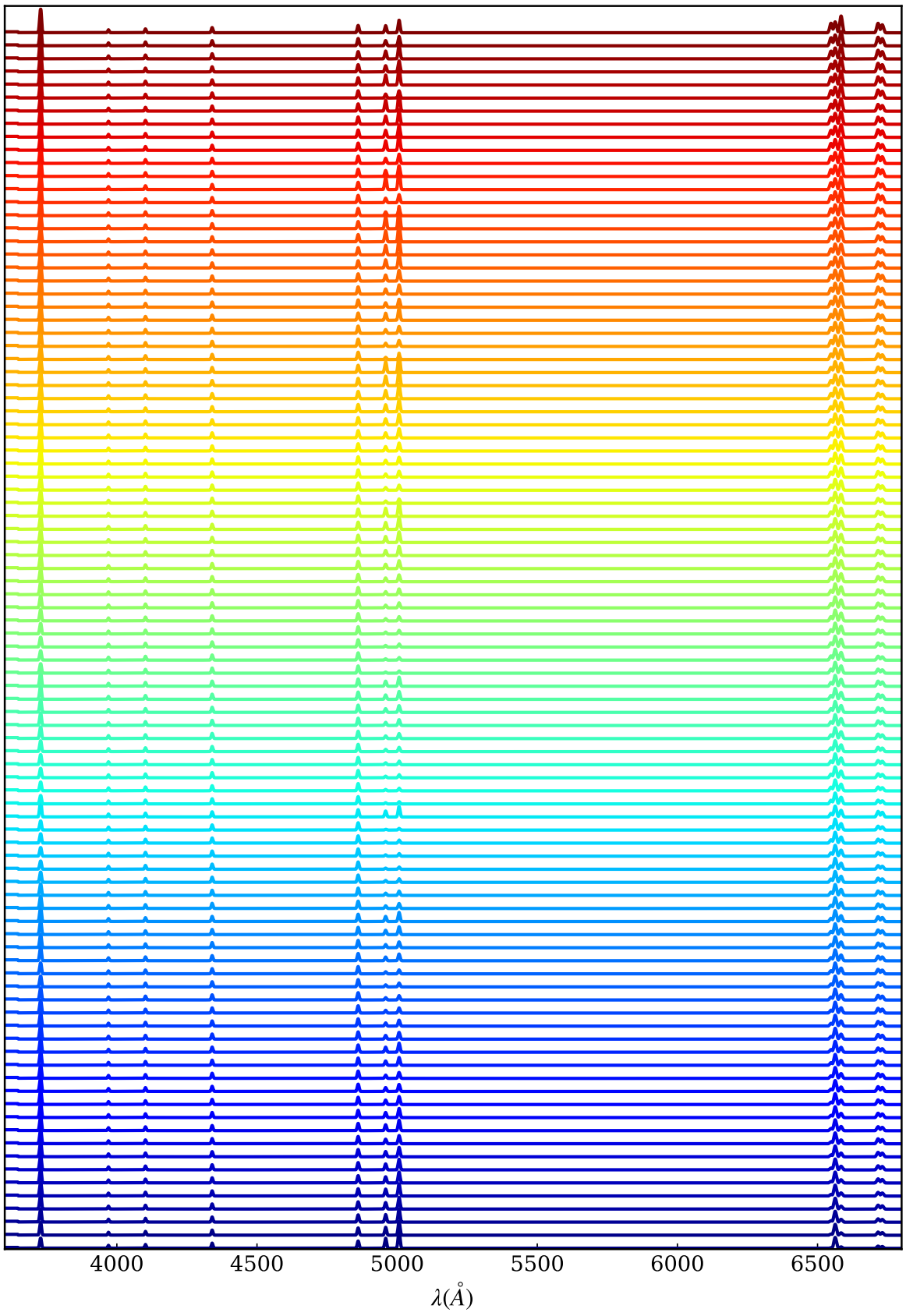


Figura 53 – Espectros dos 94 elementos da base nebular (sem atenuação por poeira). O padrão de cores é o mesmo utilizado para as componentes no diagrama BPT da Figura 52.

Tabela 5 – Fluxo das linhas [O II]3726+3729, [O III]5007, [N II]6584 e [S II]6716+6731 em unidades do fluxo de Hα para os 94 elementos da nossa base nebular. Os "códigos" são apenas referências internas arbitrárias.

código	**[O II]**	**[O III]**	**[N II]**	**[S II]**	**código**	**[O II]**	**[O III]**	**[N II]**	**[S II]**
ELb01	0.6769	1.9770	0.0272	0.0957	EL33	1.2352	0.5472	0.4373	0.4330
ELb02	1.3080	0.4442	0.1442	0.4060	EL34	0.5642	0.0586	0.5264	0.2665
ELb03	1.1420	0.2449	0.2189	0.3786	EL35	0.6359	0.0771	0.5335	0.2876
ELb04	0.7748	0.1148	0.3030	0.3405	EL36	0.7262	0.1014	0.5362	0.3176
ELb05	0.7612	0.1115	0.2637	0.3118	EL37	0.8209	0.1340	0.5425	0.3508
ELb06	0.5371	0.0255	0.3810	0.2604	EL38	0.9236	0.1776	0.5521	0.3856
ELb07	0.5912	0.0455	0.4810	0.2871	EL39	1.0365	0.2357	0.5582	0.4147
ELb08	1.0988	0.1209	0.8439	0.5215	EL40	1.1101	0.3138	0.5627	0.4361
ELb09	1.9771	0.3528	1.4765	1.0019	EL41	1.1328	0.4163	0.5666	0.4421
ELb10	3.4221	1.0050	2.3003	1.3450	EL42	1.1339	0.5558	0.5698	0.4343
ELb11	1.6850	0.7286	0.3989	0.5055	EL43	1.0645	0.7402	0.5772	0.4175
EL78	1.0460	1.2553	0.0640	0.1856	EL44	1.0480	0.9826	0.5812	0.4144
EL79	1.3428	0.8710	0.0910	0.2698	EL45	1.1505	1.3063	0.5854	0.4298
EL80	1.1170	1.1481	0.0847	0.1997	EL46	1.0061	0.1364	0.7082	0.3962
EL00	1.3657	0.7759	0.1049	0.2907	EL47	1.0728	0.1807	0.7183	0.4522
EL01	1.2212	0.9675	0.1013	0.2356	EL48	1.2266	0.2384	0.7296	0.5176
EL02	1.3835	0.5823	0.1407	0.3367	EL49	1.3791	0.3160	0.7402	0.5647
EL03	1.3294	0.7326	0.1332	0.2873	EL50	1.4544	0.4198	0.7425	0.5768
EL04	1.2888	0.3325	0.1922	0.3833	EL51	1.3775	0.5574	0.7458	0.5508
EL05	1.3450	0.4298	0.1862	0.3578	EL52	1.2613	0.7470	0.7465	0.4962
EL06	1.3505	0.5494	0.1751	0.3260	EL53	1.1921	0.9966	0.7540	0.4664
EL07	1.2599	0.7167	0.1713	0.2742	EL54	1.1792	1.3261	0.7582	0.4663
EL08	0.9238	0.1373	0.2621	0.3589	EL55	1.1818	1.7438	0.7639	0.4805
EL09	1.0644	0.1843	0.2599	0.3712	EL56	1.2467	2.3459	0.7658	0.4953
EL10	1.1599	0.2412	0.2524	0.3720	EL58	1.4320	0.2427	0.9594	0.6298
EL11	1.2468	0.3144	0.2396	0.3636	EL59	1.6310	0.3197	0.9750	0.7409
EL12	1.2851	0.4086	0.2291	0.3409	EL60	1.8042	0.4222	0.9840	0.7717
EL13	1.2704	0.5452	0.2310	0.3078	EL61	1.8941	0.5591	0.9926	0.7830
EL14	0.4478	0.0441	0.3380	0.2319	EL62	1.8418	0.7464	0.9946	0.7282
EL15	0.4894	0.0579	0.3384	0.2457	EL63	1.5665	1.0059	0.9824	0.6084
EL16	0.5669	0.0760	0.3395	0.2694	EL64	1.4864	1.3356	0.9957	0.5925
EL17	0.6891	0.1004	0.3377	0.2982	EL65	1.4493	1.7765	0.9971	0.5895
EL18	0.8408	0.1334	0.3302	0.3292	EL66	1.3849	2.3573	1.0007	0.5834
EL19	0.9872	0.1763	0.3183	0.3481	EL67	1.3761	3.1051	1.0021	0.5807
EL20	1.1102	0.2324	0.3083	0.3558	EL68	1.8367	0.3241	1.2831	0.8908
EL21	1.1906	0.3079	0.3082	0.3511	EL69	2.0673	0.4267	1.2941	0.9730
EL22	1.2450	0.4116	0.3112	0.3615	EL70	2.1609	0.5615	1.3021	0.9897
EL23	1.3539	0.5512	0.3170	0.3919	EL71	2.2904	0.7463	1.2983	0.9761
EL24	0.4676	0.0444	0.3999	0.2430	EL72	2.1732	0.9935	1.3076	0.8886
EL25	0.5115	0.0582	0.4031	0.2542	EL73	1.9506	1.3301	1.3113	0.7908
EL26	0.5743	0.0763	0.4059	0.2725	EL74	1.7974	1.7881	1.3039	0.7409
EL27	0.6599	0.1001	0.4099	0.2935	EL75	1.6498	2.3745	1.3174	0.7135
EL28	0.7561	0.1323	0.4149	0.3160	EL76	1.5124	3.1041	1.2961	0.6799
EL29	0.8628	0.1750	0.4206	0.3355	EL77	2.3421	0.5657	1.7063	1.1221
EL30	0.9760	0.2326	0.4259	0.3617	EL81	2.8043	0.7908	1.5884	1.1394
EL31	1.0646	0.3115	0.4308	0.3822	EL82	3.5234	1.2192	1.5940	1.1373
EL32	1.2096	0.4130	0.4325	0.4196	EL83	3.4770	1.9324	1.5848	1.0337

5, podemos escrever equações como a Equação (30) para todos os 94 elementos da base nebular. A principal vantagem desta base empírica é que ela restringe o espaço de soluções a combinações de linhas de emissão que são fisicamente plausíveis e observacionalmente comuns, aumentando a robustez do ajuste.

Essa construção garante que o espaço de parâmetros explorado na síntese espectral reflita, ao menos de forma aproximada, os padrões reais de linhas de emissão observados em galáxias. Essa é a principal vantagem de nossa base nebular empírica, garantindo que as linhas de emissão estimadas no processo de síntese tenham um padrão realista, algo que não se pode garantir com bases como as da Figura 51.

Assim como ocorre com a base estelar, o espaço de parâmetros da base nebular é sobredimensionado: 94 componentes! Entretanto, a diferença é que, neste caso, implementamos um método no qual a base é restringida *a posteriori*, que reduz o espaço de parâmetros. Os detalhes de como e por que isso é feito, serão discutidos na Seção 3.5.4.

3.3.4 Contínuo nebular

Até Thainá-Batista et al. (2023) nossa base nebular incluía apenas linhas de emissão, ignorando a emissão contínua produzida por nebulosas fotoionizadas. Essa, no entanto, é uma aproximação desnecessária, pois é possível calcular o continuo nebular de modo relativamente fácil.

Os principais processos de emissão contínua em nebulosas são emissão livre-ligado, livre-livre, e emissão de dois fótons (Osterbrock; Ferland, 2006). Usamos o pacote PyNeb (Luridiana; Morisset; Shaw, 2015) para calcular o espectro contínuo nebular para uma nebulosa com fluxo unitário em Hα, que chamaremos de $c_\lambda^{\rm neb}$. O PyNeb calcula $c_\lambda^{\rm neb}$ em termos de 3 parâmetros: a temperatura (T_e), a densidade eletrônica (n_e) e a razão He/H. Fixamos $n_e = 100\,{\rm cm}^{-3}$ e He/H = 0.1, visto que esses dois parâmetros pouco afetam $c_\lambda^{\rm neb}$. Já T_e tem uma influência maior, de modo que calculamos espectros para vários valores de T_e. A Figura 54 mostra $c_\lambda^{\rm neb}$ para T_e entre 7000 e 21000 K.

Para combinar esses cálculos com nossa base de linhas de emissão, precisamos associar uma T_e a cada um de seus 94 elementos. Essa associação foi feita através de um procedimento aproximado envolvendo duas etapas. Para cada elemento: (1) Calculamos o índice

$$\mathrm{O3N2} = \frac{\log([\mathrm{O\,III}]/\mathrm{H}\beta)}{\log([\mathrm{N\,II}]/\mathrm{H}\alpha)} \quad , \tag{31}$$

e estimamos a metalicidade nebular (O/H) correspondente usando a calibração de Marino et al. (2013). (2) Usamos os modelos de Byler et al. (2017) para relacionar T_e com

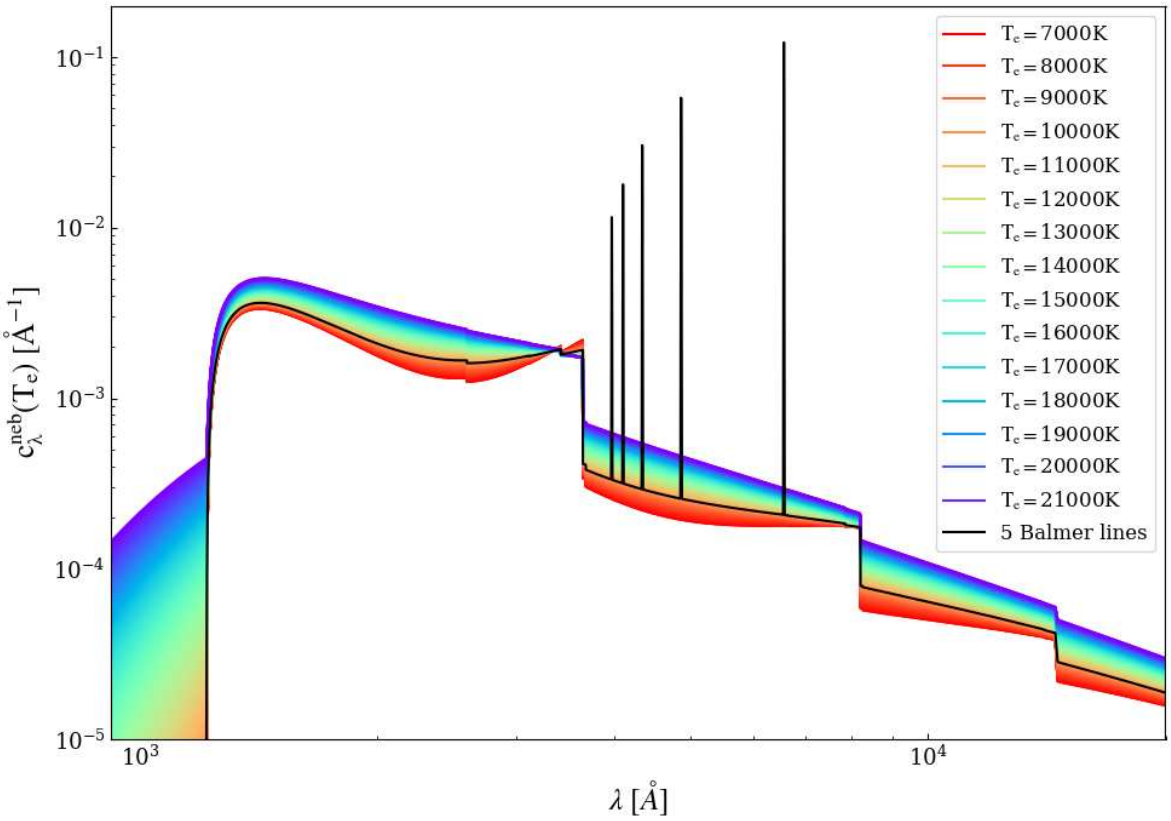


Figura 54 – Contínuo nebular $c_\lambda^{\rm neb}$ por unidade de fluxo de Hα calculado pelo PyNeb para diferentes valores de T_e. Apenas para fins de ilustração a série de Balmer (de Hα até Hϵ) para $T_e = 10000$ K também é mostrada.

O/H. Dessa maneira, obtemos um contínuo nebular (por unidade de Hα) $c_{\lambda,j}^{\rm neb}$ para cada elemento j de nossa base nebular.

É importante reconhecer as limitações deste procedimento. A principal delas é que a calibração de Marino et al. (2013) para O/H em função de O3N2 é válida apenas para regiões de formação estelar (a asa esquerda do diagrama BPT). Apesar disso, esta abordagem representa um avanço em relação à alternativa mais simples de adotar um valor fixo e arbitrário de T_e (como 10000 K, por exemplo) para todas as componentes, resultando em um modelo fisicamente mais consistente.

Por fim, vale destacar que a emissão do contínuo nebular pode ser significativa em elementos de resolução espacial (spaxels) dominados por regiões H II (ver, por exemplo, Corbin et al., 2006; Miranda et al., 2025). Para casos de galáxias integradas, por exemplo, esse efeito é quase sempre desprezível, pois, mesmo para galáxias que possuem linhas de emissão, elas acabam sendo diluídas no espectro total.

3.3.5 Modelo final para a base nebular: Linhas + contínuo

Vamos agora combinar nossos modelos para os espectros de linhas de emissão e contínuo nebular. Primeiramente, temos que "desnormalizar" o contínuo $c^{\rm neb}_{\lambda,j}$ multiplicando pela luminosidade intrínseca de Hα:

$$C^{\rm neb,0}_{\lambda,j} = L^{0}_{{\rm H}\alpha,j} \times c^{\rm neb}_{\lambda,j} \quad . \tag{32}$$

As linhas de emissão em nossa base também estão normalizadas por Hα, de modo que $L^{\rm EL,0}_{\lambda,j}$, pode ser reescrito como

$$L^{\rm EL,0}_{\lambda,j} = L^{0}_{{\rm H}\alpha,j} \times \frac{L^{\rm EL,0}_{\lambda,j}}{L^{0}_{{\rm H}\alpha,j}} \equiv L^{0}_{{\rm H}\alpha,j} \times b^{\rm EL}_{\lambda,j} \quad , \tag{33}$$

na qual,

$$b^{\rm EL}_{\lambda,j} \equiv \sum_{e} \left(\frac{L^{0}_{e,j}}{L^{0}_{{\rm H}\alpha,j}} \right) E_{e,j}(\lambda) = \sum_{e} \rho_{e,j} E_{e,j}(\lambda) \tag{34}$$

é um espectro de linhas de emissão normalizadas por Hα, análogo aos $b^{\star}_{\lambda,j}$ da base estelar apresentados na Equação (18).

Finalmente, somando sobre todos os elementos da base e reintroduzindo o termo de atenuação, nosso modelo final para a emissão nebular, incluindo linhas e contínuo, fica escrito como:

$$M^{\rm neb}_{\lambda} = \sum_{j} L^{0}_{{\rm H}\alpha,j} \times \left(b^{\rm EL}_{\lambda,j} + c^{\rm neb}_{\lambda,j} \right) e^{-\tau_j \, q_\lambda} \quad . \tag{35}$$

Para tornar esta equação mais parecida com a do modelo estelar da Equação (22), é conveniente multiplicar e dividir por $e^{-\tau_j \, q_{\lambda_N}}$:

$$M^{\rm neb}_{\lambda} = \sum_{j} L^{0}_{{\rm H}\alpha,j} \, e^{-\tau_j \, q_{\lambda_N}} \times \left(b^{\rm EL}_{\lambda,j} + c^{\rm neb}_{\lambda,j} \right) e^{-\tau_j (q_\lambda - q_{\lambda_N})} \quad . \tag{36}$$

Quanto à atenuação por poeira, pode-se optar por aplicar às linhas de emissão o mesmo tratamento dado às populações jovens. Assim, em ajustes com extinção diferencial, vale $\tau_j = \tau^{\rm ISM} + \tau^{\rm BC}$ também para as componentes nebulares. Essa escolha é definida no arquivo de configuração do AlStar. Em Thainá-Batista (2021) e Thainá-Batista et al.

(2023), aplicamos a extinção diferencial a todas as linhas de emissão. Já em Thainá-Batista et al. (2025) e trabalhos posteriores, restringimos essa aplicação apenas às componentes classificadas como *star-forming* segundo o critério de Kauffmann et al. (2003).

3.4 Unificando as bases estelar e nebular

O modelo espectral total, M_λ, que inclui tanto as $N_\star$ componentes estelares (Equação (22)) como $N_{\rm neb}$ componentes nebulares (Equação (36)), é a soma de ambas as contribuições:

$$M_\lambda = M^\star_\lambda + M^{\rm neb}_\lambda \quad . \tag{37}$$

O AlStar posiciona as componentes nebulares no final do vetor de populações, entre $j = N_\star + 1$ e $j = N_\star + N_{\rm neb}$, mantendo as componentes estelares entre $j = 1$ e $N_\star$, de modo que:

$$M_\lambda = \sum_{j=1}^{N_\star} M^\star_{\lambda,j} + \sum_{j=N_\star+1}^{N_\star+N_{\rm neb}} M^{\rm neb}_{\lambda,j} \quad . \tag{38}$$

Podemos também simplificar e unificar a notação definindo uma única base $b_{j,\lambda}$ e um único vetor de populações $\vec{x}$:

$$b_{j,\lambda} \equiv \begin{cases} b^\star_{\lambda,j} & \text{para } 1 \leq j \leq N_\star \\ b^{\rm EL}_{\lambda,j} + c^{\rm neb}_{\lambda,j} & \text{para } N_\star + 1 \leq j \leq N_\star + N_{\rm neb} \end{cases} \tag{39}$$

$$x_j \equiv \begin{cases} m_j \, l_{\lambda_N,j} \, e^{-\tau_j \, q_{\lambda_N}} & \text{para } 1 \leq j \leq N_\star \\ L^0_{{\rm H}\alpha,j} \, e^{-\tau_j \, q_{\lambda_N}} & \text{para } N_\star + 1 \leq j \leq N_\star + N_{\rm neb} \end{cases} \quad . \tag{40}$$

Com essas definições, o modelo final[9] pode ser escrito de forma mais compacta:

$$M_\lambda = \sum_{j=1}^{N_\star+N_{\rm neb}} x_j \times b_{\lambda,j} \times e^{-\tau_j (q_\lambda - q_{\lambda_N})} \quad . \tag{41}$$

Essas definições são fundamentais do ponto de vista computacional. No AlStar, as bases estelar e nebular são agrupadas, compondo uma única matriz $b_{\lambda,j}$ e um único vetor

[9] Lembrando que os efeitos cinemáticos já estão implicitamente incorporados no $b_{\lambda,j}$.

de populações $\vec{x}$. A diferença é que enquanto para a base estelar, x_j fornece a densidade de luminosidade (ou fluxo) no comprimento de onda λ_N, para as componentes nebulares x_j fornece a luminosidade (ou fluxo) em Hα da componente nebular j, ambas atenuadas por um fator $e^{-\tau_j q_{\lambda_N}}$.

Para obter a luminosidade (ou fluxo) total em Hα observada a partir de $\vec{x}$ basta calcular a soma de $L_{\mathrm{H}\alpha,j} = x_j \times e^{+\tau_j (q_{\lambda_N} - q_{\mathrm{H}\alpha})}$ sobre todos os elementos da base nebular. De forma análoga, com o vetor $\vec{x}$ e o(s) parâmetro(s) de poeira (τ_j), é possível calcular as luminosidades (ou fluxos) observados ou corrigidos por extinção para qualquer uma das linhas listadas na Tabela 4.

3.5 O processo de ajuste

Ao contrário do STARLIGHT, onde o método para determinar os parâmetros que melhor ajustam um dado espectro O_λ envolve cadeias de Markov e várias outras técnicas numéricas, o ALSTAR utiliza uma técnica de álgebra linear. Vejamos como formular o problema em termos algébricos.

3.5.1 Solução via NNLS

Nosso modelo para o espectro total (estelar + nebular, Equação (41)) pode ser reescrito como

$$M_\lambda = M_\lambda^\star + M_\lambda^{\mathrm{neb}} = \sum_{j=1}^{N} H_{\lambda,j} x_j \quad , \tag{42}$$

em que $N \equiv N_\star + N_{\mathrm{neb}}$ e a função $H_{\lambda,j}$ é definida como $b_{\lambda,j} e^{-\tau_j (q_\lambda - q_{\lambda_N})}$. Em notação matricial temos:

$$\vec{M} = \mathbf{H}\vec{x} \quad , \tag{43}$$

na qual $\vec{M}$ é um vetor com n elementos (= o número de comprimentos de onda), $\vec{x}$ é nosso vetor de populações (com N elementos) e $\mathbf{H}$ é uma matriz $n \times N$.

Escrito desta maneira, parece que nosso modelo é puramente linear. Entretanto, cumpre lembrar, que, apesar da linearidade nos x_j, eles devem necessariamente satisfazer $x_j \geq 0$. Além disso, a matriz $\mathbf{H} = \mathbf{H}(\vec{\tau})$ esconde o(s) parâmetro(s) de atenuação (τ^{ISM} e, opcionalmente, τ^{BC}), que afetam o modelo M_λ de forma não linear. Para $\vec{\tau}$ fixo, porém,

o problema pode ser resolvido pela técnica de Mínimos Quadrados Não Negativos (NNLS, *Non Negative Least Squares*) (Lawson; Hanson, 1995).

O objetivo do ajuste é obter os parâmetros que geram um modelo M_λ que melhor se aproxima dos dados observados O_λ. Para ser matematicamente mais preciso, o que buscamos minimizar é a diferença (quadrática) entre os produtos $O'_\lambda \equiv w_\lambda O_\lambda$ e $M'_\lambda \equiv w_\lambda M_\lambda$, com $w_\lambda = 1/\epsilon_\lambda$ sendo o peso de cada λ no ajuste. Isto se vê diretamente reescrevendo nossa figura de mérito, o χ^2 da Equação (6), como $\chi^2 = \sum_\lambda (O'_\lambda - M'_\lambda)^2$. Na prática isto pouco altera o problema, pois o vetor de pesos pode ser trivialmente absorvido tanto no vetor de dados como na matriz **H**.

Para contornar o problema da não linearidade devida ao(s) parâmetro(s) de atenuação, adotamos o seguinte esquema:

(1) Fixamos $\vec{\tau}$ e obtemos o $\vec{x}$ que produz o menor χ^2 via NNLS. Para tanto, usamos a função nnls do pacote scipy.optimize.

(2) Variamos $\vec{\tau}$ e obtemos novos $\vec{x}$ e χ^2.

(3) Ao final de muitas iterações, escolhemos o par $\vec{\tau}$, $\vec{x}$ que produz o menor χ^2. Na verdade, o código implementado é mais eficiente do que um simples loop em $\vec{\tau}$ [10], mas a lógica é a mesma.

3.5.2 Monte Carlo

Para ter uma estimativa dos erros nos parâmetros derivados, utilizamos um procedimento de Monte Carlo. Gera-se uma série de N_{MC} versões perturbadas dos dados e ajustamos cada uma delas via NNLS, obtendo N_{MC} soluções para $\vec{x}$ e $\vec{\tau}$.

Cada um dos $p = 1, 2, \ldots N_{MC}$ espectros perturbados é gerado através de

$$O_{\lambda,p} = O_\lambda + \epsilon_\lambda \mathcal{N}(0,1) \quad , \tag{44}$$

onde $\mathcal{N}(0,1)$ é uma distribuição normal com média zero e variância unitária, e ϵ_λ é a incerteza observacional em O_λ. A Figura 55 mostra exemplos de fotoespectros perturbados para duas galáxias (exemplos adicionais são mostrados nos painéis do topo à direita nas Figuras 70, 71 e 72). Além de permitir estimar incertezas, esses ajustes de Monte Carlo oferecem uma solução média, a qual pode ser mais interessante (mais estável) do que a solução do melhor ajuste (o *best fit*).

[10] A minimização em $\vec{\tau}$ é feita com uma rotina mais inteligente, a minimize, também do scipy.optimize.

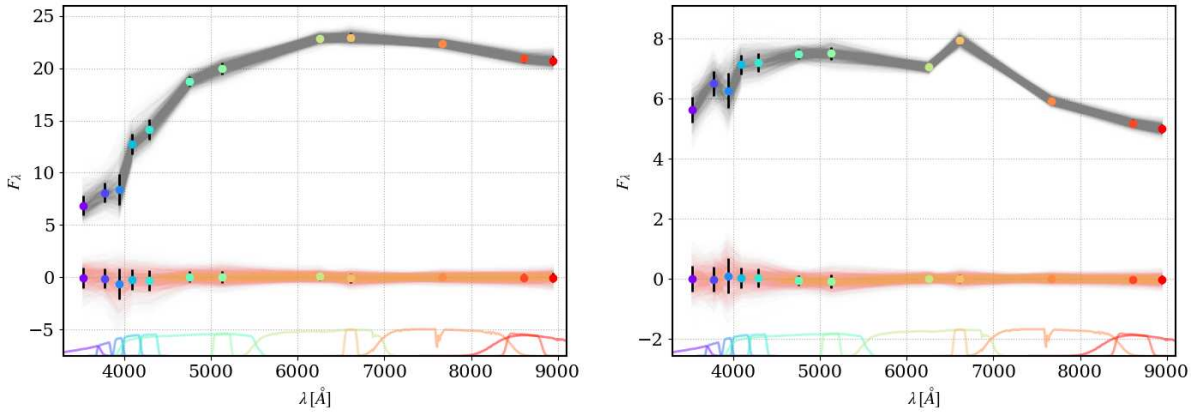


Figura 55 – Exemplos de 1000 fotoespectros perturbados (em cinza), dados observados (pontos coloridos), barra de erro (em preto) e os resíduos dos ajustes aos espectros perturbados (em laranja) para duas galáxias. As curvas de transmissão são mostradas na parte de baixo em colorido.

3.5.3 Fotometria × Espectroscopia

Até aqui tratamos do problema em termos de espectros (λ, O_λ, M_λ, $b_{\lambda,j}$, etc.), mas o formalismo é essencialmente o mesmo para fotometria, já que um fluxo fotométrico em uma dada banda B é uma espécie de média do fluxo espectroscópico na janela espectral do filtro.

Para um espectro f_λ, o fluxo[11] no filtro B é definido como:

$$f_B = \frac{\int f_\lambda R_B(\lambda)\lambda d\lambda}{\int R_B(\lambda)\lambda d\lambda} \quad , \tag{45}$$

na qual $R_B(\lambda)$ é a curva de transmitância do filtro B. A Figura 12 mostra as curvas de transmissão para os 12 filtros do S-PLUS. Para f_B em unidades de $\mathrm{ergs\,s^{-1}\,cm^{-2}\,\AA^{-1}}$, a relação entre f_B e a magnitude AB correspondente é $m_{AB}(B) = -2.5\log\left(\lambda_B^2 f_B\right) - 2.41$, onde λ_B é o chamado comprimento de onda pivô do filtro, assim definido:

$$\frac{1}{\lambda_B^2} \equiv \frac{\int \lambda^{-2} R_B(\lambda)\lambda d\lambda}{\int R_B(\lambda)\lambda d\lambda} \quad . \tag{46}$$

Para ilustrar como adaptar nosso modelo espectral para um modelo em termos de fotometria, consideremos a Equação (10), $L_{\lambda,j} = m_j\, l_{\lambda,j}\, e^{-\tau_j q_\lambda}$, para o espectro de uma componente j da base. Em princípio, poderia-se pensar que basta substituir λ por B, mas o correto é aplicar a integral da Equação (45):

[11] Na verdade f_B é uma *densidade de fluxo*, mas astrônomos frequentemente usam apenas "fluxo".

$$L_{B,j} = m_j \int_B l_{\lambda,j}\, e^{-\tau_j\, q_\lambda} r(\lambda) d\lambda \quad , \tag{47}$$

na qual definimos $r(\lambda) \equiv R(\lambda)\lambda / \int R(\lambda)\lambda d\lambda$ por conveniência. Aqui nos deparamos com uma dificuldade: para calcular a integral, necessitamos conhecer τ_j e recalcular as integrais para todos os filtros a cada modificação de τ_j (que é resolvido de forma não algébrica, por fora do NNLS). Ao invés disso, usamos uma aproximação excelente e muito mais eficiente em termos computacionais.

Multiplicando e dividindo a equação acima por $e^{-\tau_j\, q_B}$ podemos reescrevê-la como

$$L_{B,j} = m_j\, e^{-\tau_j\, q_B}\, l_{B,j} \times \phi_{B,j}(\tau_j) \quad , \tag{48}$$

na qual, $l_{B,j}$ é o fluxo fotométrico sintético do elemento j da base, definido como

$$l_{B,j} = \int l_{\lambda,j}\, r(\lambda) d\lambda \quad , \tag{49}$$

e $\phi_{B,j}(\tau_j)$ é uma função de correção, definida como

$$\phi_{B,j}(\tau_j) \equiv \frac{\int_B l_{\lambda,j}\, e^{-\tau_j (q_\lambda - q_B)} r(\lambda) d\lambda}{\int_B l_{\lambda,j}\, r(\lambda) d\lambda} \quad . \tag{50}$$

O termo $l_{B,j}$ pode ser calculado uma única vez, aplicando os filtros desejados aos espectros da base. Enquanto que a função ϕ é da ordem de 1, pois a lei de avermelhamento varia pouco e suavemente ao longo das curvas de transmissão de filtros fotométricos tradicionais, mesmo os de banda larga, de modo que os $q_\lambda \sim q_B$ e os termos no numerador e denominador aproximadamente se cancelam.

Apesar de $\phi \sim 1$ ser uma boa aproximação, não a adotamos. Para calcular $\phi_{B,j}(\tau)$ substituímos o termo exponencial por sua expansão $e^x = \sum_t x^t / t!$ e truncamos a soma a um número razoável de termos. Esse truque permite computar $\phi_{B,j}(\tau)$ com grande precisão e rapidez. Esta é a única diferença relevante (e mesmo assim, nem tanto) entre o ajuste de fluxos fotométricos e espectroscópicos no AlStar.

Obviamente, fotometria é bem menos informativa do que espectroscopia. Essa perda de informação pode ser apreciada nas Figuras 56 e 57, nas quais mostramos as bases estelar e nebular tal qual vistas através dos 12 filtros do S-PLUS.

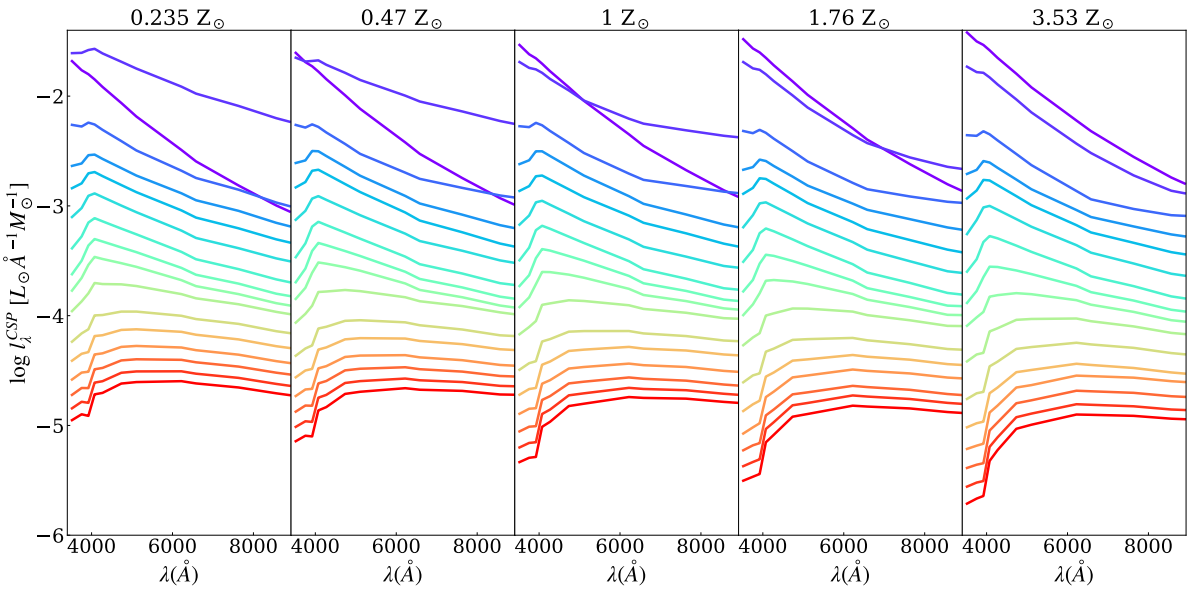


Figura 56 – Espectros da base estelar (os mesmos da Figura 50), mas como são vistos a partir dos 12 filtros do S-PLUS.

3.5.4 Restrição da base nebular

A Figura 57 levanta uma questão óbvia: Será mesmo possível estimar fluxos de várias linhas de emissão a partir de dados do S/J-PLUS? Apesar do cuidado na construção da base nebular, talvez as 12 bandas desses surveys não contenham informações suficientes para derivar quantidades de valor astrofísico, como a luminosidade e largura equivalente de Hα, ou razões de linha como [N II]/Hα ou [O III]/Hb, usadas em indicadores de metalicidade do gás ionizado.

O principal desafio reside no fato de que, para os *redshifts* de interesse, o filtro *J*0660 do S/J-PLUS engloba tanto a linha Hα quanto o dubleto [N II]$\lambda\lambda$6548,6584. Nossos testes mostram que, embora a soma dos fluxos dessas linhas, e consequentemente, sua largura equivalente combinada, $W_{\mathrm{H}\alpha+[\mathrm{N\,II}]}$, possa ser medida com robustez com o AlStar, a separação de suas contribuições individuais é um problema degenerado. Como ilustra a Figura 58, um mesmo valor de $W_{\mathrm{H}\alpha+[\mathrm{N\,II}]}$ pode corresponder a espectros com razões [N II]/Hα drasticamente diferentes. A medida dessas linhas individuais é de extrema importância em estudos extragalácticos. Por exemplo, a razão entre elas é amplamente usada em diagnósticos de ionização e metalicidade, enquanto o Hα pode ser usado para estimar a taxa de formação estelar.

Para superar essas limitações, implementamos um método de **restrição da base nebular** que utiliza um *prior* empírico, que explora de forma eficiente o sistema de filtros do S/J-PLUS. Este método, detalhado no Capítulo 4 e em Thainá-Batista et al. (2023), é fundamental para a obtenção de linhas de emissão individuais com o AlStar a partir de

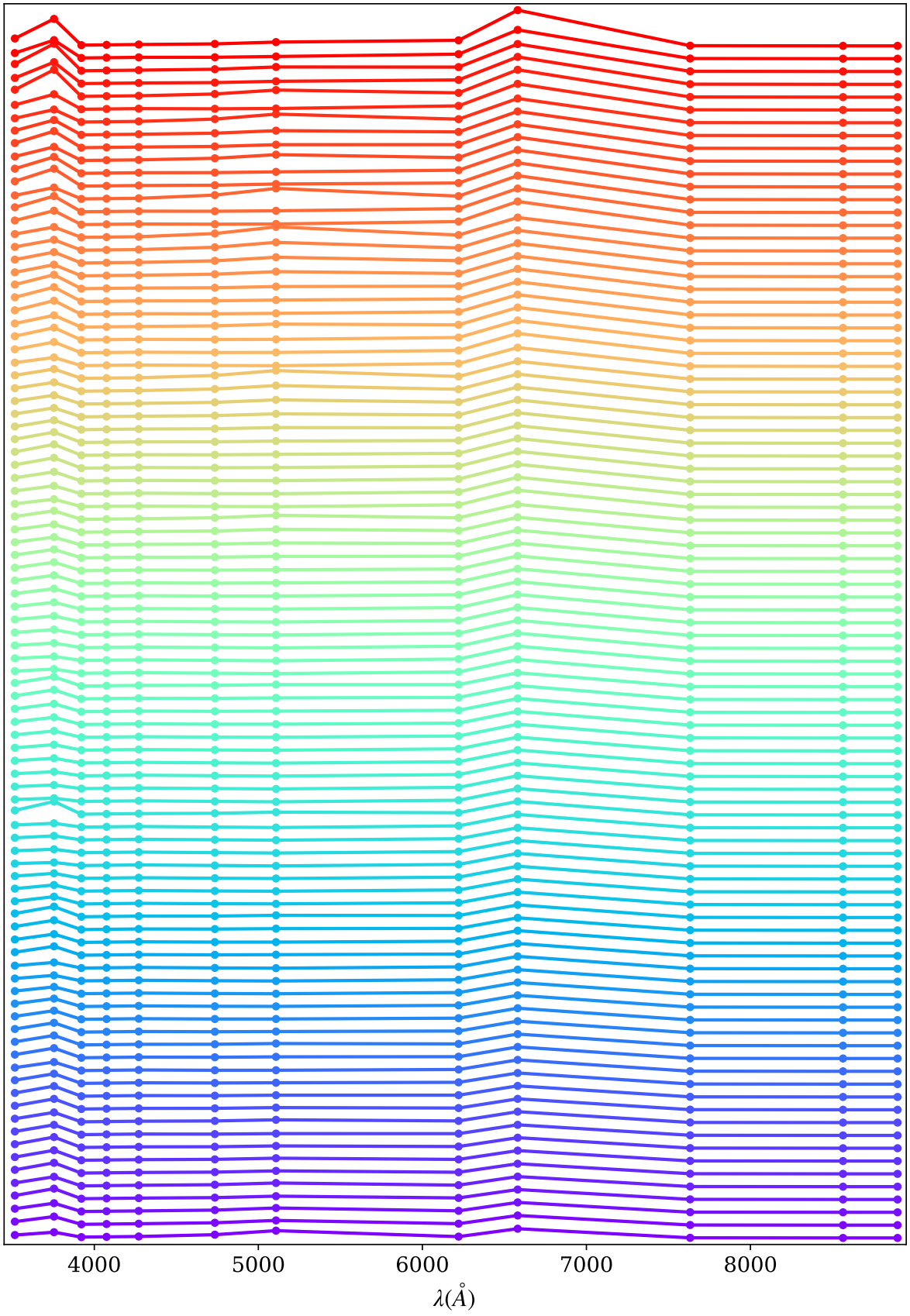


Figura 57 – Espectros da base nebular (os mesmos da Figura 53), mas como são vistos a partir dos 12 filtros do S-PLUS.

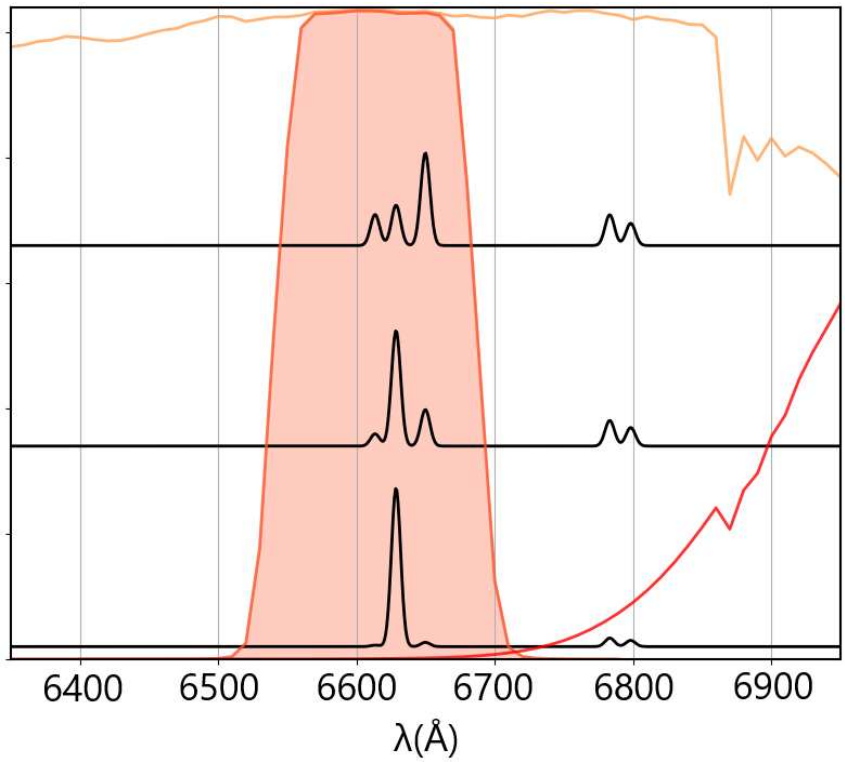


Figura 58 – Curva de transmissão referente ao filtro $J0660$ em cor 'salmão'. Em preto, são mostrados três espectros diferentes, mas com a mesma largura equivalente de Hα + [N II]$\lambda\lambda$6548,6584. As linhas em laranja e vermelho correspondem às curvas de transmitância dos filtros r e i, respectivamente.

dados fotométricos.

A inspiração para o método vem de correlações bem estabelecidas na literatura, como as apresentadas por Cid Fernandes et al. (2011), por exemplo. Sabe-se que a posição de uma galáxia no diagrama BPT está fortemente correlacionada com a largura equivalente de Hα ($W_{\mathrm{H}\alpha}$). A Figura 59 (esquerda) mostra essa tendência para uma amostra de galáxias do SDSS, coloridas por log $W_{\mathrm{H}\alpha}$.

Embora os dados fotométricos não permitam medir $W_{\mathrm{H}\alpha}$ diretamente, utilizamos o $W_{\mathrm{H}\alpha+[\mathrm{N\,II}]}$, que pode ser obtido com ótima precisão, como será demonstrado no Capítulo 4. A Figura 59 (direita) mostra o mesmo diagrama, agora colorido por log $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha+[\mathrm{N\,II}]}$, evidenciando que $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha+[\mathrm{N\,II}]}$ cumpre o mesmo papel, apresentando uma distribuição análoga à de $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha}$. Os pontos brancos representam as 94 componentes da base nebular utilizadas pelo AlStar.

A partir dessa correlação empírica, foi desenvolvido um procedimento iterativo para restringir a base nebular do AlStar de forma autoconsistente. O processo consiste em:

1. **Primeiro Ajuste:** O AlStar é executado utilizando a base nebular completa de 94 componentes. Este ajuste inicial, embora degenerado em relação às razões [N II]/Hα, fornece uma estimativa robusta para a largura equivalente combinada,

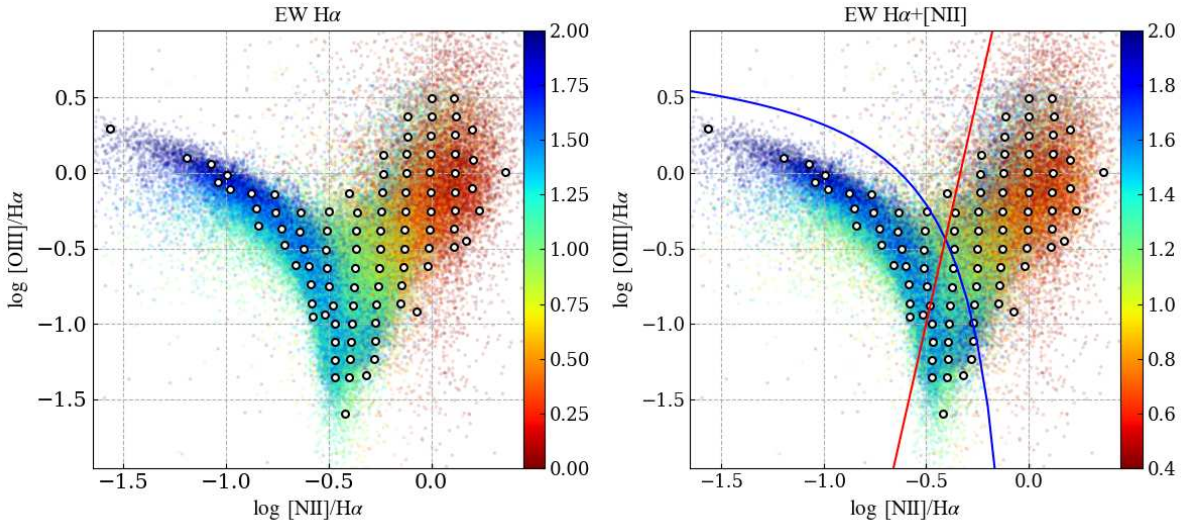


Figura 59 – Esquerda: Diagrama BPTα com mais de 137 mil galáxias do SDSS, coloridas pelo log da largura equivalente de Hα (em Å). Pontos em branco representam as componentes da base nebular. Direita: Mesmos pontos, mas coloridos pela largura equivalente de Hα+[N II]. As curvas azul e vermelha correspondem às restrições das componentes da base nebular (ver texto).

$W_{H\alpha+[N\,II]}$.

2. **Restrição da Base:** O valor de $W_{H\alpha+[N\,II]}$ obtido é então utilizado como um *prior* para selecionar um subconjunto da base nebular. Por exemplo, se $W_{H\alpha+[N\,II]} > 50$ Å, o ajuste considera apenas as componentes abaixo da linha azul da Figura 59, enquanto para $W_{H\alpha+[N\,II]} < 10$ Å são utilizadas apenas as componentes abaixo da linha vermelha. Além dessas, existem outras restrições definidas por um conjunto de equações empíricas (Tabela 1 em Thainá-Batista et al., 2023), descritas em detalhe em Thainá-Batista et al. (2023).

3. **Ajuste Final:** O AlStar é então executado uma segunda vez, agora utilizando apenas o subconjunto de componentes nebulares selecionado na etapa anterior. Este ajuste final produz as propriedades das populações estelares e das linhas de emissão de forma autoconsistente e fisicamente mais plausível.

Como detalhado no Capítulo 4 (ver seção 4.3), esse esquema original provou ser muito eficiente.

4 ESTIMANDO PROPRIEDADES ESTELARES E NEBULARES DE GALÁXIAS COM O S-PLUS

Este capítulo resume e complementa os resultados publicados no artigo

"Estimating stellar population and emission-line properties in S-PLUS galaxies"
por J. Thainá-Batista, R. Cid Fernandes, F. R. Herpich et al.

Publicado em Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 526, Issue 2, December 2023
https://doi.org/10.1093/mnras/stad2698

incluído em sua forma original no Apêndice A. Recomenda-se que o artigo seja lido antes do material neste capítulo.

A Seção 4.1 apresenta de forma resumida os principais resultados deste artigo, enquanto a Seção 4.2 complementa o material publicado com uma série de detalhes não incluídos no artigo original por questão de concisão. Na Seção 4.3 utilizamos as simulações de Thainá-Batista et al. (2023) (TB23, daqui em diante) para ilustrar de forma gráfica o funcionamento do nosso *prior* semi-empírico para otimizar a estimativa de propriedades nebulares. Por fim, a Seção 4.4 expande as simulações de TB23 para redshifts $z > 0.02$, com o intuito de verificar quão bem as propriedades nebulares são recuperadas em um regime no qual as linhas Hα e [N II] não são mais amostradas pelo filtro estreito $J0660$.

4.1 Resumo de Thainá-Batista et al. (2023)

O artigo aborda a seguinte pergunta central: *Como propriedades como idades estelares, metalicidades e intensidades de linhas de emissão derivadas a partir de dados espectroscópicos se comparam àquelas obtidas aplicando o* ALSTAR *à fotometria multi-banda do S-PLUS?*

Este teste é fundamental para aferir a confiabilidade da metodologia exposta ao longo dos capítulos anteriores. Uma versão inicial do ALSTAR foi testada com dados do mini J-PAS em González Delgado et al. (2021), mas focando exclusivamente em propriedades

estelares e na comparação de resultados obtidos com distintos códigos. TB23 é o primeiro teste aplicado a dados do S-PLUS, e também o primeiro a testar inovações metodológicas pioneiras implementadas no AlStar, principalmente (i) a modelagem de linhas de emissão a partir de uma base empírica (Seção 3.3.3), e (ii) o *prior* semi-empírico (Seção 3.5.4) introduzido para melhorar a capacidade de separar as linhas Hα de [N II]6548, 6584.

4.1.1 Metodologia: O AlStar com um *prior* empírico

O artigo começa introduzindo as bases estelares e nebulares utilizadas na análise. A base estelar é quase idêntica àquela descrita na Seção 3.2.7.2, com 80 elementos de 16 idades e 5 metalicidades diferentes. A seguir, se introduz a base de linhas de emissão, igual à que apresentamos na Seção 3.3.1. Existem, entretanto, pequenas diferenças com respeito ao que apresentamos no Capítulo 3. A base estelar da Seção 3.2.7.2 vem dos modelos de CB19, enquanto em TB23 usamos a versão de 2017 desses mesmos modelos. Outra novidade desde 2023 é a inclusão do contínuo nebular (Seção 3.3.4). Por fim, a aplicação de extinção diferencial a elementos da base nebular agora só é feita para componentes características de formação estelar (i.e., aqueles na 'asa' esquerda do BPT), enquanto em TB23 todos os elementos eram atenuados por $\tau^{ISM} + \tau^{BC}$.

A seguir, o artigo introduz o *prior* empírico projetado para resolver a degenerescência mais crítica dos dados do S/J-PLUS: o problema de separar as linhas de emissão Hα e [N II], que caem dentro do mesmo filtro estreito $J0660$ para galáxias até $z < 0.02$. Como visto na Seção 3.5.4, para resolver este problema o método explora dois fatos empíricos:

1. Existe uma forte correlação entre $\mathrm{W_{H\alpha}}$ e a posição da galáxia no diagrama BPT, e constatamos que a mesma correlação se mantém forte para a largura equivalente combinada de [N II] e Hα, $\mathrm{W_{H\alpha NII}} \equiv W_{\mathrm{H}\alpha} + W_{[\mathrm{NII}]}$.

2. $\mathrm{W_{H\alpha NII}}$ pode ser medida com grande precisão a partir da fotometria S-PLUS.

Essa correlação permite usar a medida robusta de $\mathrm{W_{H\alpha NII}}$ como um *prior* para restringir as soluções possíveis para as linhas de emissão. O procedimento de ajuste é iterativo:

1. **Primeiro Ajuste:** O AlStar é executado com a base nebular completa de 94 componentes para obter uma primeira estimativa das propriedades, incluindo um valor robusto para o $\mathrm{W_{H\alpha NII}}$.

2. **Restrição da Base:** A partir do valor de $\mathrm{W_{H\alpha NII}}$ obtido no primeiro ajuste, um conjunto de equações de restrição (ver Tabela 1 em TB23) é aplicado para selecionar um subconjunto da base nebular. Por exemplo, se $\mathrm{W_{H\alpha NII}} > 50\,\text{Å}$, apenas componentes da "asa" de formação estelar do BPT são permitidos.

Resumindo de forma simplificada, esta restrição limita a base nebular a uma das duas asas do diagrama BPT.

3. **Ajuste Final:** O AlStar é executado uma segunda vez, agora utilizando apenas a base nebular restrita, para obter as propriedades finais das populações estelares e das linhas de emissão.

Dessa forma, este processo semi-empírico é guiado pelos próprios dados e, como se vê a seguir, melhora drasticamente a capacidade do código de separar Hα e [N II]. O material complementar na Seção 4.2 oferece uma visualização do processo de aplicação do *prior*.

4.1.2 Validação com Simulações

Para testar rigorosamente a performance do método, foi realizado um extenso conjunto de simulações. O procedimento consistiu nas seguintes etapas:

1. Selecionamos uma amostra de $\sim$10 000 galáxias do SDSS com propriedades estelares e de linhas de emissão já bem caracterizadas a partir de ajustes espectrais com o STARLIGHT (Werle et al., 2019). Esta amostra foi escolhida para cobrir uma ampla faixa de tipos de galáxias, desde as passivas até as ativamente formando estrelas.

2. Utilizamos os espectros modelo dessas galáxias para gerar fotometria sintética nas 12 bandas do S-PLUS.

3. Para simular observações realistas do S-PLUS, adicionamos ruído gaussiano com amplitude determinada pelo ϵ_λ, através de perturbações MC. Para as simulações, foram utilizadas diferentes razões SN na banda r de 25, 50 e 100.

4. Executar o AlStar com o novo método sobre a fotometria sintética ruidosa.

5. Comparar as propriedades de saída do AlStar com os valores de referência da análise espectral do SDSS.

Os testes demonstraram que o método é capaz de extrair informações detalhadas e confiáveis tanto do contínuo estelar quanto do espectro de emissão a partir dos dados fotométricos do S-PLUS. Para quantificar essa concordância, avaliamos a dispersão "output vs. input", comparando o resultado do S-PLUS (output) com aquele obtido com espectroscopia (input).

Para $\mathrm{SN}_r = 50$ obtemos uma dispersão de apenas $\pm$0.06 dex na massa estelar ($M_\star$), $\pm$0.16 dex para a idade média ponderada pela luz ($\langle \log t \rangle_L$), $\pm$0.18 dex para a

metalicidade média ($\langle \log Z \rangle_L$), e ± 0.14 mag para a extinção (A_V). Esses valores são notáveis, considerando a compressão de informação de um espectro completo para apenas 12 pontos fotométricos.

Também para linhas de emissão o resultado foi surpreendentemente bom. A largura equivalente (W) combinada $\mathrm{W_{H\alpha NII}}$ foi recuperada com uma precisão excepcional de ± 0.02 dex. As W's de linhas individuais foram recuperadas com dispersões entre 0.05 e 0.23 dex. Para linhas com $W > 5\,\text{Å}$, a precisão melhora para < 0.15 dex. Notavelmente, $W_{\mathrm{H}\alpha}$ e $W_{\mathrm{H}\beta}$ são recuperadas com dispersão ≤ 0.08 dex. Razões de linhas como [N II]/Hα também foram bem recuperadas, com um desvio padrão de ~ 0.1 dex para galáxias com linhas fortes, permitindo uma classificação confiável no diagrama BPT.

4.1.3 Exemplos de aplicações

Uma vez comprovada a eficácia do método, o artigo então passa a mostrar exemplos de aplicação do AlStar, assim como comparações com resultados na literatura.

Em um primeiro momento, analisam-se os fotoespectros integrados de NGC 1365 (espiral) e NGC 1379 (elíptica), duas galáxias no aglomerado de Fornax. Os ajustes espectrais obtidos são excelentes (Figura 9 de TB23). As propriedades obtidas concordam razoavelmente bem com valores espectroscópicos da literatura, embora essas comparações sejam um pouco problemáticas, dado que estudos espectroscópicos geralmente cobrem apenas uma parte das galáxias, enquanto nossos dados S-PLUS varrem áreas muito maiores.

O artigo então apresenta um primeiro exemplo de *IFU-like science*, analisando pixel a pixel a galáxia NGC 1365. Os mapas obtidos são coerentes com o que se espera de uma espiral, com idades jovens e alta $W_{\mathrm{H}\alpha}$ ao longo dos braços com formação estelar e um bojo mais velho (ver Figura 10 do artigo)[1].

A análise espacialmente resolvida da NGC 1365 é também comparada com resultados obtidos com um cubo espectral de dados do instrumento MUSE, localizado no telescópio VLT, com resolução espacial em torno de 0.6 arcsec. A Figura 11 de TB23 mostra mapas que podem ser comparados com os obtidos por Venturi et al. (2018) e Gao et al. (2021) para dados MUSE. Esta comparação é reapresentada de forma mais explícita na Figura 60, onde mostramos os mapas da literatura (coisa que não fizemos no artigo).

Vale destacar que os padrões obtidos tanto para as linhas de emissão quanto para a extinção (A_V) e a densidade superficial de massa estelar ($\Sigma_\star$) apresentam estruturas e contornos notavelmente semelhantes aos observados com o MUSE, inclusive seguindo

[1] Aqui vale relembrar que, nesse primeiro artigo, ainda não tínhamos a parte de pré-processamento de dados finalizada e implementada, como, por exemplo, a homogenização da PSF e a subtração de céu.

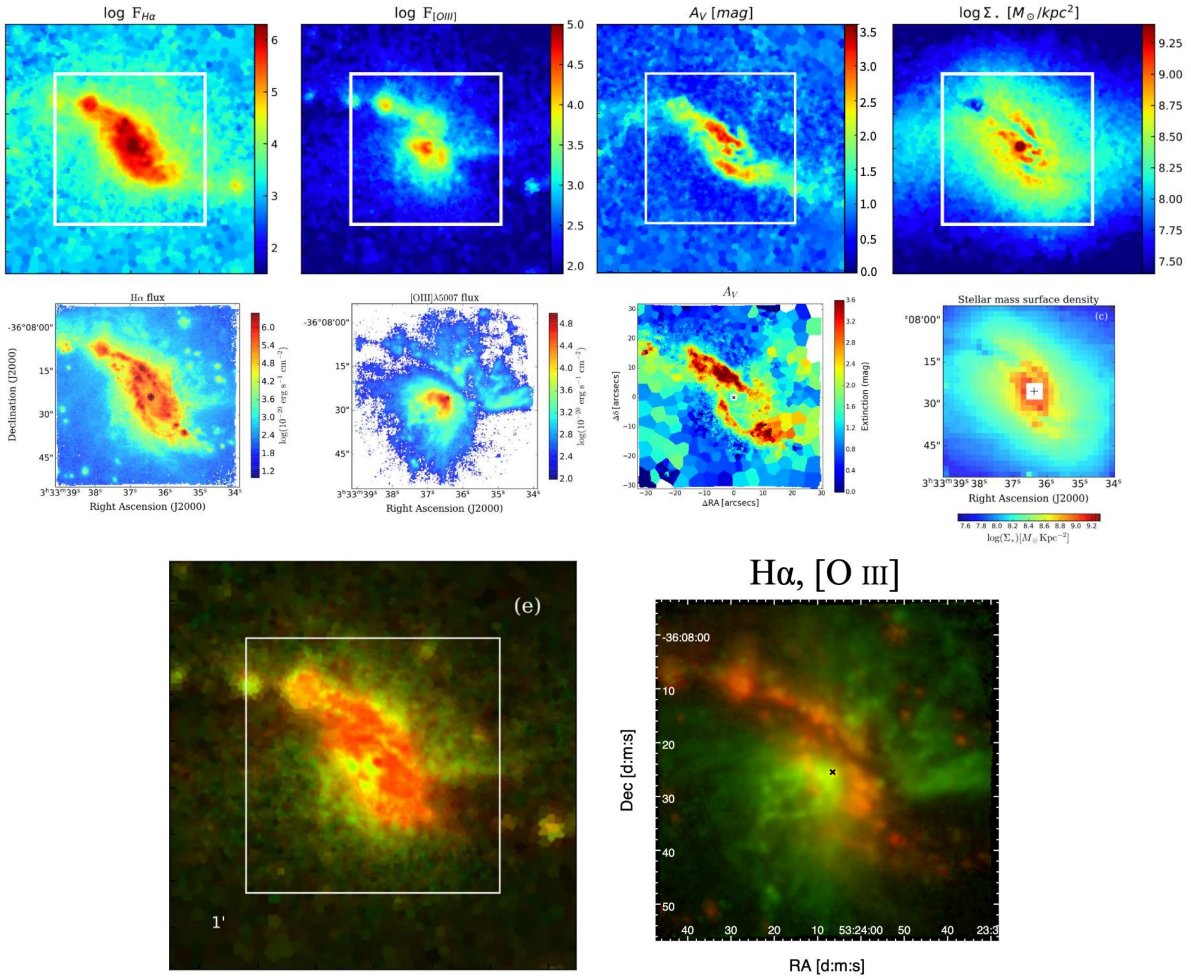


Figura 60 – Comparação dos mapas obtidos pelo ALSTAR com os dados do S-PLUS (figuras na primeira linha) com mapas obtidos com dados do MUSE (as figuras na segunda linha são retiradas de Venturi et al. (2018) e Gao et al. (2021)). Esses mapas se referem à parte central da galáxia NGC 1365, delimitada pelo quadrado branco nas figuras de cima para corresponder à mesma área das figuras de baixo, de 1 arcmin × 1 arcmin. As figuras da terceira linha mostram mapas de composições de Hα (em vermelho) e [O III] (em verde) para a mesma região. O mapa da esquerda é obtido com o S-PLUS e o da direita com o MUSE (Venturi et al., 2018).

os mesmos valores nas barras de cores. Isso demonstra a alta consistência dos resultados, mesmo considerando as grandes diferenças entre os instrumentos e os métodos empregados. De fato, o MUSE possui não apenas resolução (espacial e espectral) muito superior à do S-PLUS, mas também opera em um telescópio com uma área coletora cerca de 100 vezes maior.

Os dois últimos mapas da Figura 60 mostram composições formadas pelos fluxos nas linhas de emissão de Hα (em vermelho) e [O III] (em verde). Observamos uma estrutura de um cone de ionização em verde e uma barra central de formação estelar em vermelho, padrão visto tanto nos mapas do S-PLUS (esquerda) quanto nos do MUSE (direita).

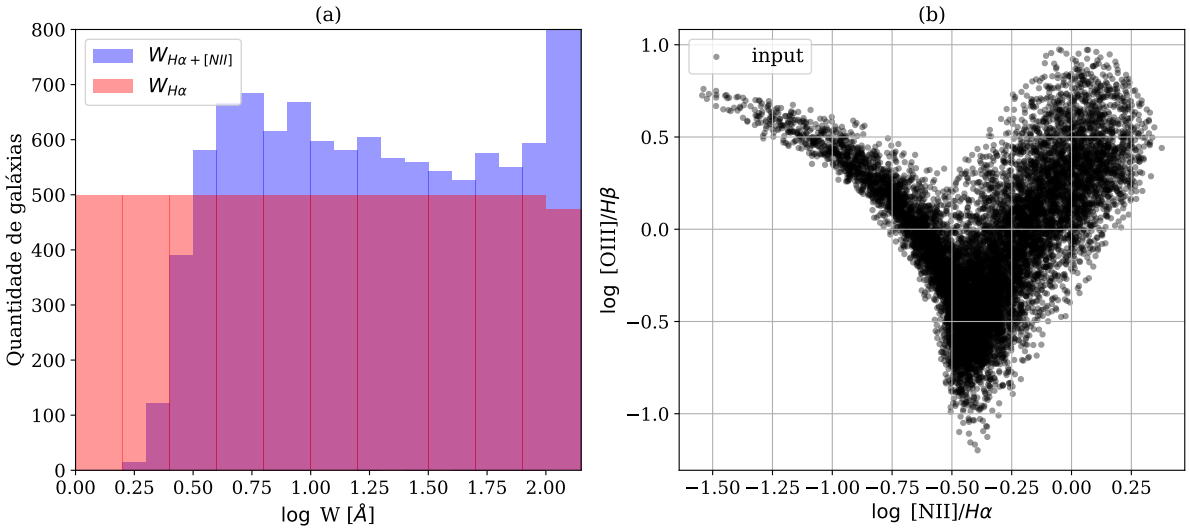


Figura 61 – Amostra de 10473 galáxias do SDSS utilizadas neste trabalho. Em (a) temos a distribuição das galáxias em log $W_{\mathrm{H}\alpha}$ em rosa, e em log $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}}$ em azul. Em (b) vemos como essas galáxias se distribuem no diagrama BPT.

Com isso, concluímos nosso resumo do artigo. Nas seções seguintes, apresentamos detalhes não incluídos na publicação.

4.2 Material complementar

Naturalmente, nem todos os detalhes metodológicos e resultados parciais obtidos ao longo deste estudo foram incluídos na publicação final (Thainá-Batista et al., 2023), principalmente devido a restrições de espaço e foco. Esta seção tem como objetivo complementar o material publicado, oferecendo um aprofundamento nos aspectos cruciais da metodologia de simulação e validação, além de apresentar resultados adicionais.

4.2.1 Detalhes da amostra

A amostra utilizada é composta por galáxias observadas pelo SDSS e analisadas por Werle et al. (2019) (referido como W19 daqui em diante). Esses autores realizaram ajustes espectrais estelares e nebulares utilizando os códigos STARLIGHT e DOBBY, respectivamente, fornecendo um conjunto de propriedades de referência para populações estelares e linhas de emissão, ideais para comparação com os resultados fotométricos do ALSTAR.

Selecionamos um total de 10 473 galáxias, de forma a obter uma distribuição aproximadamente uniforme em log $W_{\mathrm{H}\alpha}$, variando de 0 a 2 dex, com 500 galáxias por intervalo de 0.1 dex, além de 473 galáxias com $W_{\mathrm{H}\alpha} > 100$ Å. Essa estratégia assegura

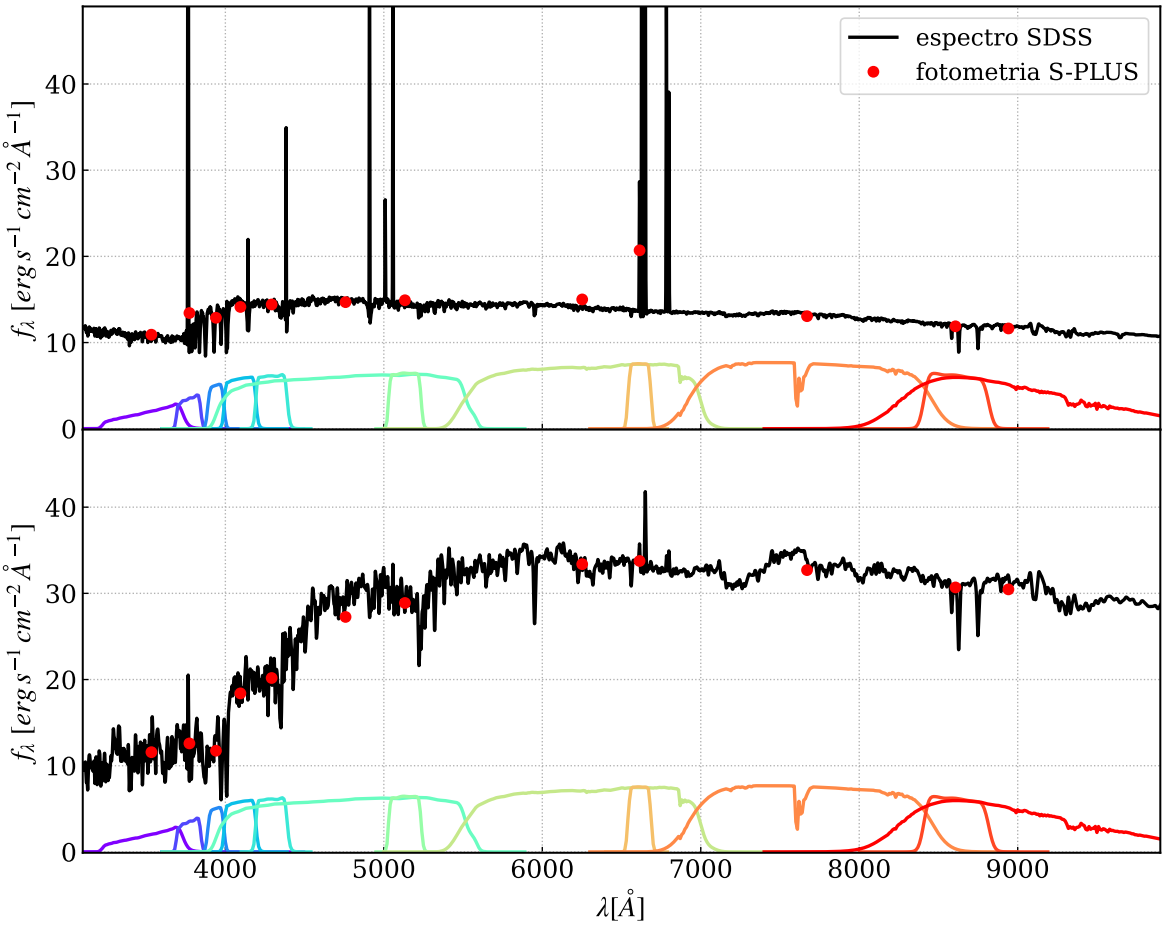


Figura 62 – Modelo espectral do SDSS em preto e a sua respectiva fotometria sintética para o S-PLUS em pontos vermelhos. Exemplo de cima para uma galáxia *star-forming* e, de baixo, para uma *early-type*. Curvas de transmissão dos filtros do S-PLUS representadas em colorido abaixo. Para $z = 0.01$ (outros *redshifts* são explorados na Seção 4.4).

uma amostra diversificada, representando diferentes tipos de galáxias e cobrindo todo o diagrama BPT, como ilustrado na Figura 61b. Ao garantir uma ampla variação em $W_{\mathrm{H}\alpha}$, também podemos investigar o impacto das linhas de emissão nos ajustes fotométricos.

Para esta análise inicial, os espectros foram deslocados para um *redshift* fixo de $z = 0.01$, de modo que as linhas de Hα e [N II] permanecessem dentro do filtro estreito J0660. O efeito do *redshift* será discutido em maior detalhe na Seção 4.4.

4.2.2 Fotometria Sintética

Com a amostra definida, aplicamos fotometria sintética, conforme a Equação (45), a todos os modelos espectrais ajustados por W19. Dessa forma, obtemos um análogo de como cada galáxia seria observada através dos 12 filtros do S-PLUS. A Figura 62

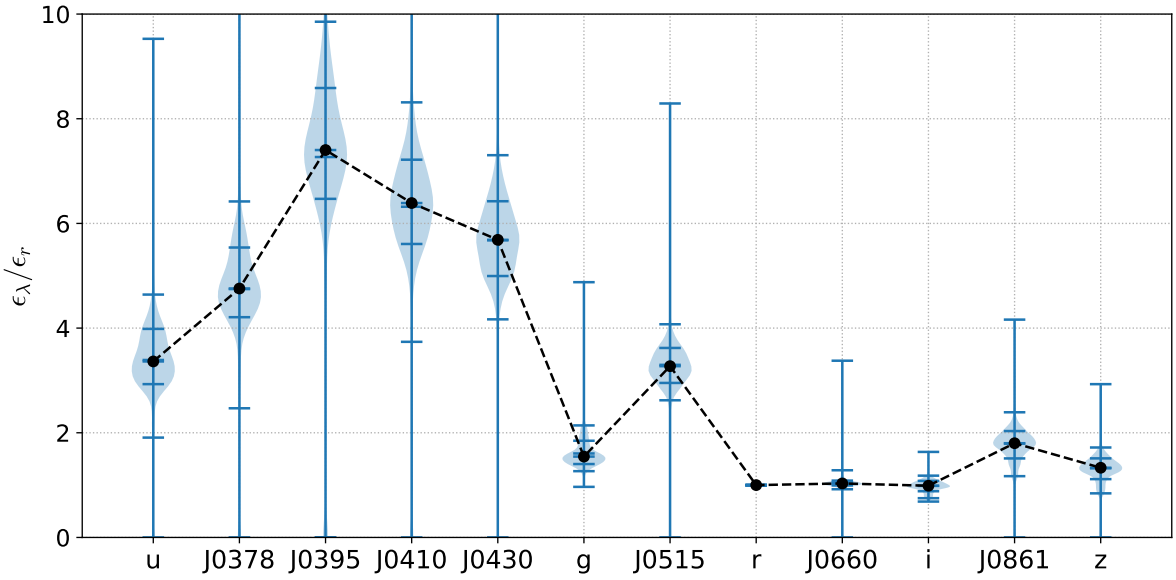


Figura 63 – *Violin plots* do espectro de erros normalizado ($\epsilon_\lambda/\epsilon_r$) de uma amostra de 3904 galáxias do S-PLUS, para cada um dos filtros. As barras marcadas em azul representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.

ilustra esse processo: em preto, o modelo espectral do SDSS, e, em vermelho, os pontos correspondentes à fotometria sintética. Nota-se a drástica redução de informação: as linhas de emissão e absorção detalhadas no espectro são aproximadamente substituídas por pontos médios nos filtros fotométricos. Entre essas, apenas as linhas de Hα e [N II] permanecem claramente detectáveis, graças ao filtro estreito $J0660$.

4.2.3 Ruído: Forma e amplitude

Introduzimos ruído fotométrico perturbando os fotoespectros sintéticos, simulando condições observacionais realistas. O espectro de erros ϵ_λ foi derivado a partir de uma análise estatística de uma amostra de 3904 galáxias integradas do S-PLUS, abrangendo diferentes *redshifts* aproximadamente entre 0.012 e 0.25, e magnitudes na banda r entre 15 e 17.7.

Para determinar a forma de ϵ_λ, expressamos os erros em termos do erro relativo à banda r (ϵ_r), definindo um espectro de erros normalizado $\epsilon_\lambda/\epsilon_r$ = 3.37, 4.77, 7.44, 6.41, 5.70, 1.54, 3.27, 1, 1.03, 0.99, 1.80, 1.33 para os filtros *u, J0378, J0395, J0410, J0430, g, J0515, r, J0660, i, J0861* e z, respectivamente. Esses valores representam as medianas da distribuição mostrada para cada filtro através de *violin plots* na Figura 63.

Os erros são significativamente maiores nas bandas mais azuis, o que é particularmente importante, pois essa região contém indicadores sensíveis à idade estelar, como o

break de 4000 Å (Bruzual, 1983; Kauffmann et al., 2003), além da linha do [O II]. Assim, grandes incertezas nessa faixa espectral impactam fortemente a precisão das propriedades derivadas e implicam em uma variedade maior de resultados.

Para avaliar a robustez desse espectro de erros, repetimos a análise com duas amostras adicionais. A primeira contém as 184 galáxias mais brilhantes do aglomerado de Fornax ($z = 0.005$). Essa amostra apresenta magnitudes cerca de 3 mag mais brilhantes que as da amostra anterior, mas produz um espectro de erros praticamente idêntico, como se vê no primeiro painel da Figura 64. A segunda amostra é composta por *spaxels* (ou seja, magnitudes muito inferiores) de 17 cubos de dados do S-PLUS. Novamente, o comportamento dos erros é muito semelhante (segundo painel da Figura 64). Esses resultados demonstram que o espectro de erros é estável e representativo, independentemente da magnitude, tipo de galáxia ou nível de integração, tornando nossas simulações realistas para qualquer tipo de dado do S-PLUS.

Com a forma do espectro de erros devidamente caracterizada, quantificamos a amplitude do ruído em função do SN_r. A Figura 65 mostra o comportamento do SN para a amostra de 3904 galáxias. Com base nessa análise, adotamos três valores de referência para as simulações: $SN_r = 25$, 50 e 100, cobrindo um intervalo amplo e realista de qualidade dos dados.

4.2.4 Resultados: Propriedades das populações estelares

Nesta seção, avaliamos o desempenho do AlStar na recuperação das propriedades das populações estelares, comparando seus resultados com os obtidos por W19 a partir dos espectros do SDSS, assim como foi feito em TB23. A diferença é que aqui também são apresentadas figuras para outros SN_r. As propriedades analisadas incluem a massa estelar ($M_\star$), as idades médias ponderadas pela luz e pela massa ($\langle \log t \rangle_L$, $\langle \log t \rangle_M$), as metalicidades médias ponderadas pela luz e pela massa ($\langle \log Z \rangle_L$, $\langle \log Z \rangle_M$) e a extinção estelar (A_V).

A comparação entre as propriedades derivadas com o AlStar (fotometria S-PLUS) e aquelas obtidas por W19 (espectroscopia SDSS) é expressa como $\delta = output - input$, sendo a mediana e a dispersão robusta (σ_{NMAD}; Höhle, J.; Höhle, M., 2009) utilizadas como estatísticas de referência. O Desvio Absoluto da Mediana Normalizado (NMAD, *Normalized Median Absolute Deviation*), aqui denotado por σ_{NMAD}, é um equivalente ao desvio padrão de uma distribuição gaussiana, porém é um estimador mais robusto, dado que é menos sensível a *outliers* (Höhle, J.; Höhle, M., 2009). Considerando um conjunto

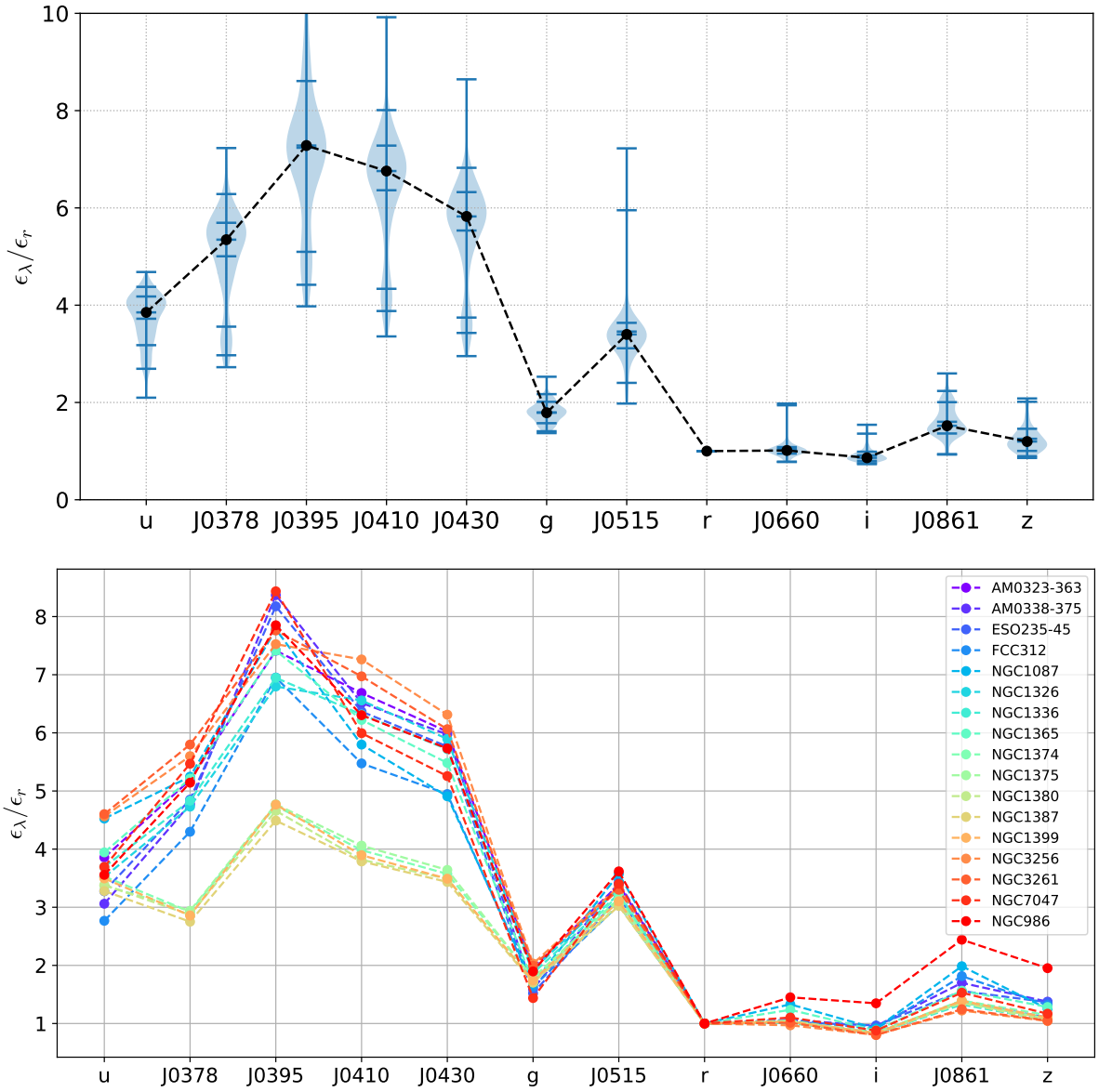


Figura 64 – *Acima:* Como na Figura 63, mas para uma amostra de 184 galáxias de Fornax. *Abaixo:* Espectro de erros normalizado para os filtros do S-PLUS no eixo x, para 17 cubos de dados de galáxias. Os pontos representam a mediana da distribuição dos spaxels de cada galáxia conforme a legenda.

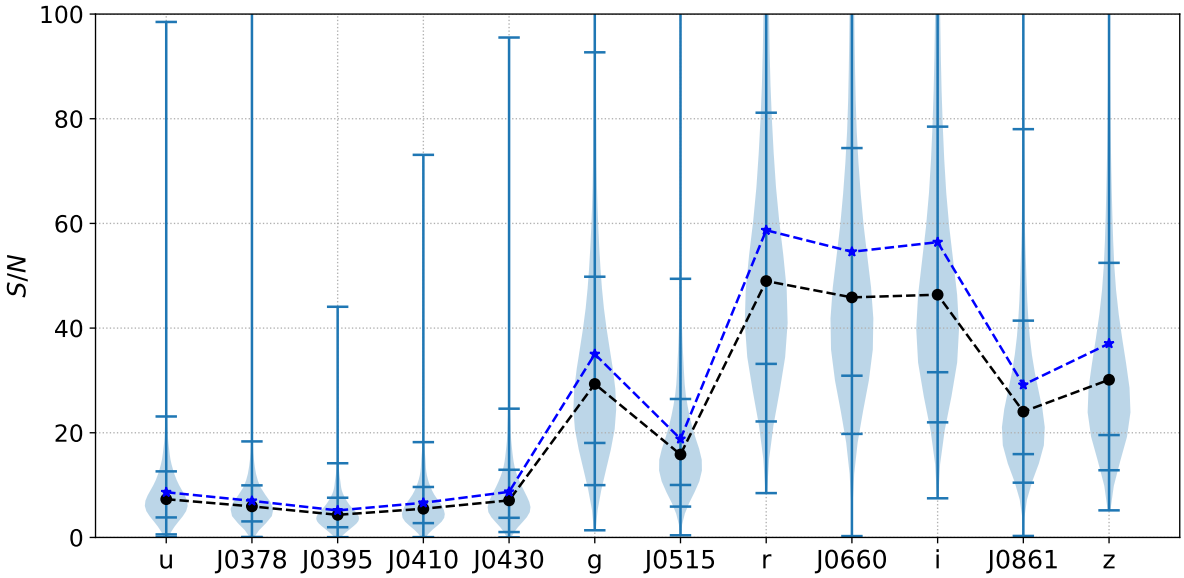


Figura 65 – *Violin plots* da razão sinal-ruído de uma amostra de 3904 galáxias do S-PLUS, para cada um dos filtros. As barras marcadas em azul representam os percentis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em tracejado em preto e azul temos respectivamente a mediana e a média.

de dados x, tem-se:

$$\sigma_{NMAD}(\mathrm{x}) = 1.4826 \times mediana(|\mathrm{x} - mediana(\mathrm{x})|) \quad . \tag{51}$$

A Figura 66 resume os resultados para $\mathrm{SN}_r = 25$, 50 e 100. De modo geral, observamos excelente concordância entre os valores fotométricos e espectroscópicos, especialmente para $M_\star$, cuja dispersão típica é de apenas $\sim$0.06 dex e praticamente independe do SN. Essa precisão já era esperada, dado que a massa estelar é uma das propriedades mais robustas em síntese espectral e fotométrica (e.g. Bell et al., 2003; Cid Fernandes et al., 2005; Taylor et al., 2011).

As propriedades $\langle \log t \rangle_L$ e A_V apresentam dispersões um pouco maiores ($\sim$0.15 dex e 0.14 mag, respectivamente, para $\mathrm{SN}_r = 50$), ainda assim, estão em boa concordância com W19. Parte dessas diferenças decorre de fatores intrínsecos ao método: a degenerescência idade-extinção, o uso de extinção diferencial no AlStar, e o impacto do maior ruído na região azul dos espectros, onde o *break* de 4000 Å é o principal indicador de idade estelar. Para a metalicidade $\langle \log Z \rangle_L$, observamos um pequeno desvio sistemático ($\delta \sim 0.18$ dex), e uma dispersão de 0.15 para $\mathrm{SN}_r = 50$, que é bastante razoável para metalicidades.

A Figura 66 também revela que galáxias com $W_{\mathrm{H}\alpha} > 30$ Å (pontos azuis) apresentam maior dispersão em todas as propriedades, o que reflete a maior complexidade dos históricos de formação estelar dessas galáxias (o chamado *downsizing* (Heavens et al., 2004)).

Como esperado, a qualidade dos resultados melhora com o aumento do SN. As diferenças (tanto da mediana quanto do σ_{NMAD}) entre $\mathrm{SN}_r = 25$, 50 e 100 são pequenas para $M_\star$ e $\langle \log t \rangle_L$, mas tornam-se mais evidentes em A_V e $\langle \log Z \rangle_L$, que exibem maior dispersão e viés em baixos SN. De modo geral, podemos dizer que o sinal ruído não tem um efeito tão drástico. Também vemos na Figura 66 que o comportamento geral permanece o mesmo para todos os SN_r, com maior espalhamento para galáxias com $W_{\mathrm{H}\alpha}$ maiores.

A Tabela 2 de TB23 quantifica essas tendências para todas as propriedades e confirma que as grandezas ponderadas pela luz são sistematicamente mais bem recuperadas do que as ponderadas pela massa, um comportamento já observado em análises puramente espectroscópicas (e.g. Cid Fernandes et al., 2005). Por fim, as incertezas internas estimadas pelas perturbações de MC do ALSTAR se mostraram levemente conservadoras: para $\mathrm{SN}_r = 50$, são em média 1.3–2 vezes maiores que as dispersões empíricas (δ), garantindo que os erros reportados não subestimem as incertezas reais.

4.2.5 Resultados: Propriedades nebulares

Nesta seção, analisamos o desempenho do ALSTAR na recuperação das propriedades nebulares, com foco nas larguras equivalentes e razões de linhas de emissão.

4.2.5.1 Hα+[N II]

Começamos analisando os resultados para a soma das larguras equivalentes de Hα+[N II]6548+[N II]6584. Na Figura 67 vemos o resultado obtido para as simulações com $\mathrm{SN}_r = 25$, 50 e 100, comparados com o *input* (SDSS + STARLIGHT + DOBBY). Temos uma diferença de apenas $\delta = 0.01 \pm 0.02$ dex, para $\mathrm{SN}_r = 50$, com diferenças sutis em relação aos outros SN_r, onde vemos *offsets* maiores para $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}} \leq 10$ Å conforme diminui o SN_r. Como previsto, temos maior concordância com o *input* conforme o $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}}$ aumenta

4.2.5.2 Linhas de emissão individuais

As Figuras 68 e 69 mostram os resultados para as linhas individuais, nas quais vemos uma ótima concordância com W19, mostrando que as restrições baseadas em $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}}$ são satisfatórias. Mesmo para o pior SN_r, conseguimos recuperar as linhas $W_{\mathrm{H}\alpha}$ e $W_{[\mathrm{N\,II}]}$ individualmente com $\delta = 0.04 \pm 0.06$ dex e $\delta = 0.02 \pm 0.011$ dex respectivamente. As outras linhas também são obtidas com precisão um pouco maior e com diferenças pequenas entre os diferentes SN_r. A característica que mais chama a atenção é que as cores (incertezas de MC) para o $\mathrm{SN}_r = 100$ se aproximam mais das dispersões empíricas.

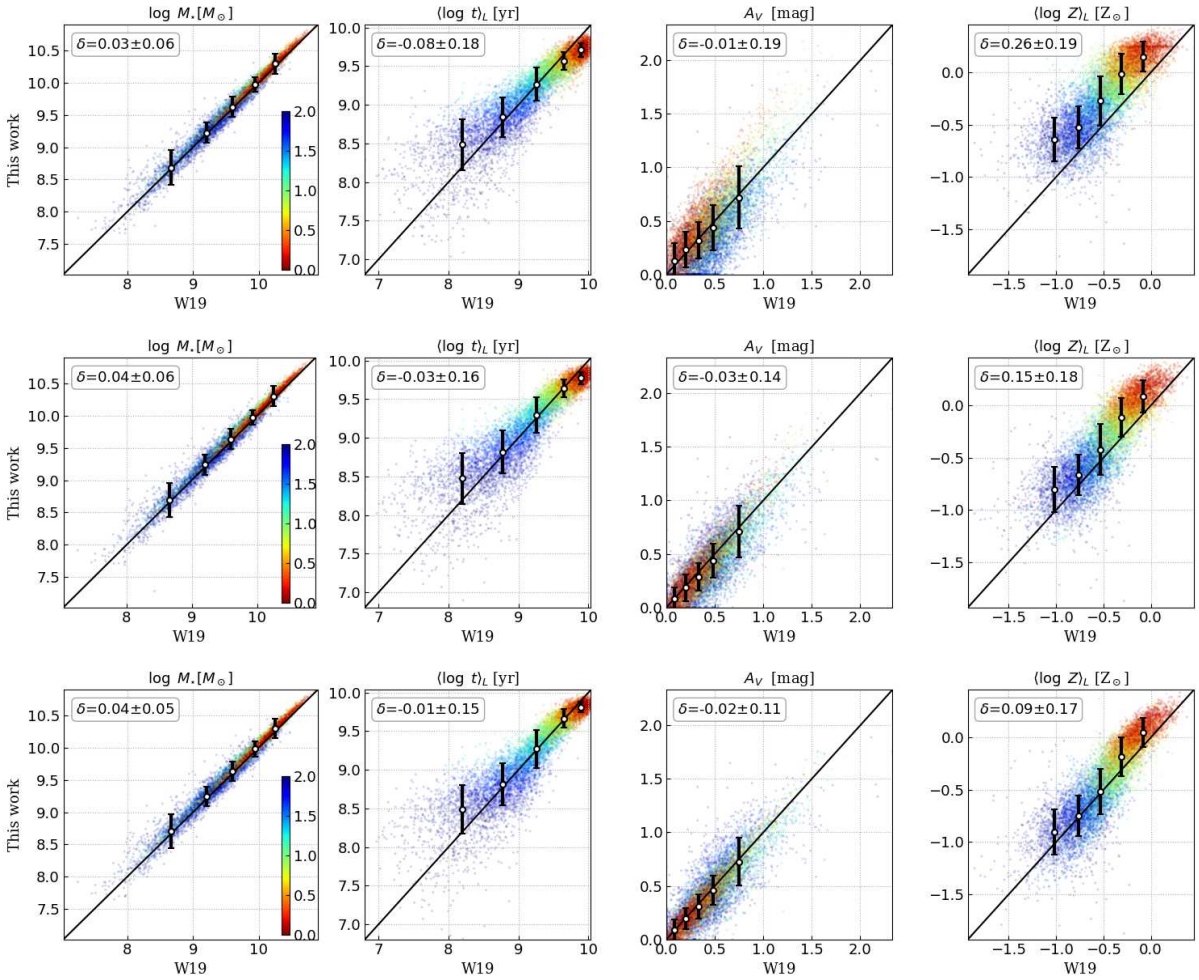


Figura 66 – Comparação entre as propriedades estelares obtidas por W19 (eixo x; obtido com espectroscopia do SDSS) e por este trabalho (eixo y; obtido com fotometria do S-PLUS) para ∼10 000 galáxias, em três níveis de razão sinal-ruído ($SN_r = 25$, 50 e 100, de cima para baixo). As medianas e dispersões (σ_{NMAD}) são indicadas por círculos brancos e barras de erro pretas, respectivamente. Os pontos estão coloridos de acordo com $\log W_{H\alpha}/Å$ do *input*, conforme a barra de cores do primeiro painel.

4.3 Ajuste iterativo com o *prior* de $W_{H\alpha NII}$: Exemplos

Nesta seção, apresentamos exemplos reais e representativos do processo de ajuste iterativo aplicado a diferentes tipos de galáxias. Mais do que uma complementação dos resultados apresentados em TB23, o objetivo aqui é ilustrar, de forma visual e quantitativa, como o uso do *prior* baseado em $W_{H\alpha NII}$ aprimora a separação entre as componentes nebulares e conduz a resultados mais coerentes no diagrama BPT.

O diagrama BPT da Figura 70 ilustra o processo de ajuste inicial → a aplicação do *prior* → e o ajuste final, descrito na Seção 3.5.4. A galáxia neste exemplo é uma *star-forming galaxy* típica, com $\log [N\,II]/H\alpha^{obs} = -1.1$ e $\log[O\,III]/H\beta^{obs} = 0.49$, o que a

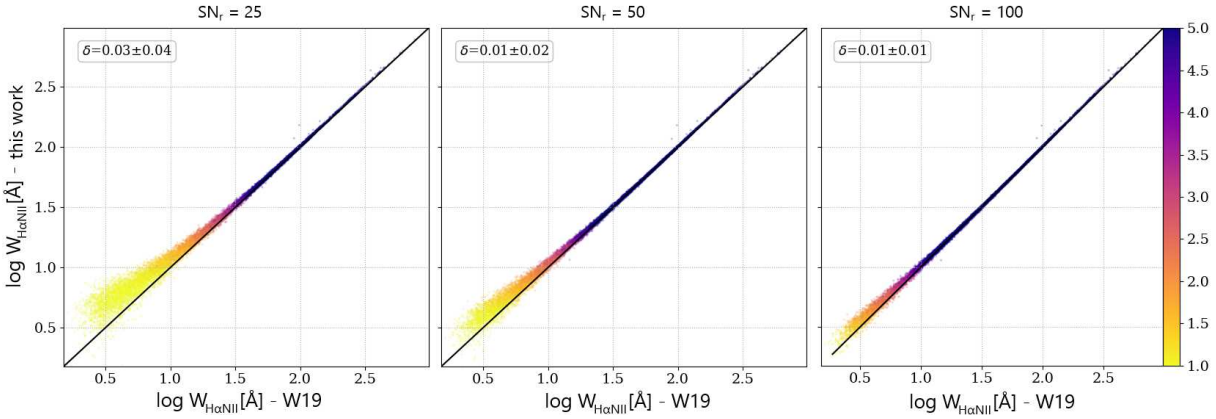


Figura 67 – Comparação para o $\log \mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{N\,II}}$ obtido nesse trabalho (fotometria do S-PLUS) no eixo y com o obtido por W19 (espectro do SDSS) no eixo x, para $\mathrm{SN}_r = 25$, 50 e 100, respectivamente conforme os títulos. Pontos coloridos de acordo com o SN de $W_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{N\,II}}$ calculado pelo AlStar através do MC.

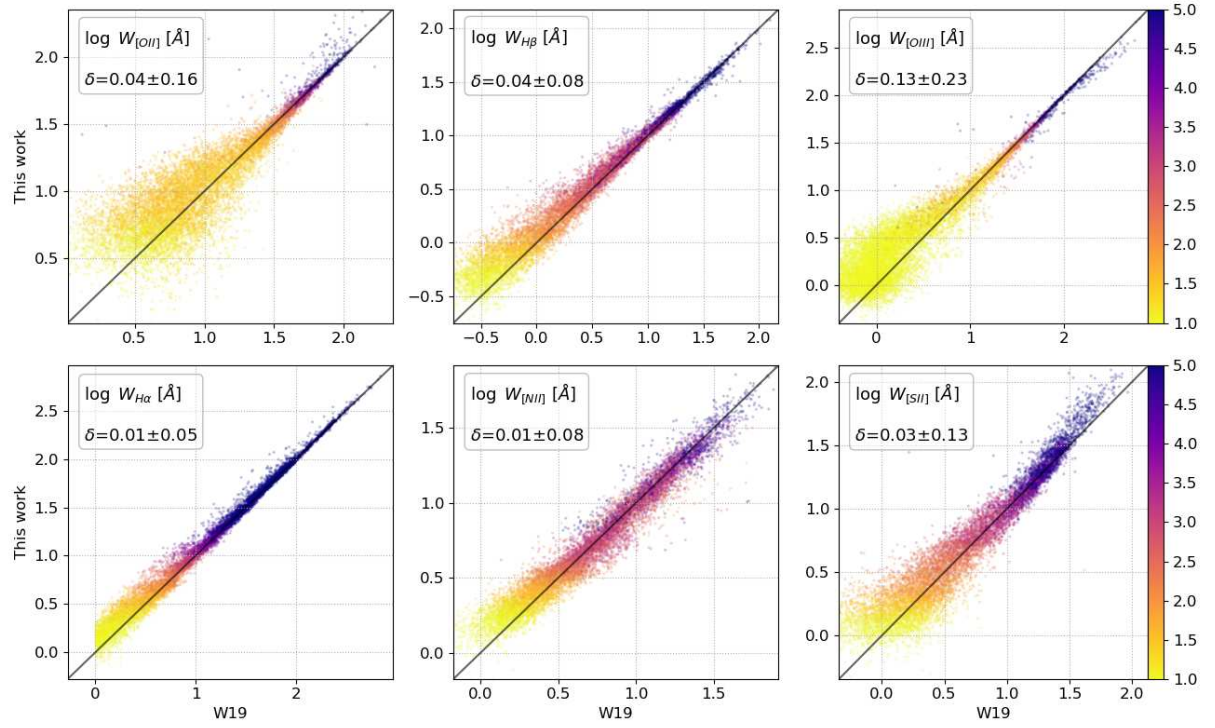


Figura 68 – Comparação entre os resultados obtidos nesse trabalho (eixo y) com os obtidos por W19 (eixo x) para o log das larguras equivalentes para as linhas [O II], Hβ, [O III], Hα, [N II] e [S II], respectivamente conforme a legenda, para $\mathrm{SN}_r = 50$. Os pontos estão coloridos como na Figura 67.

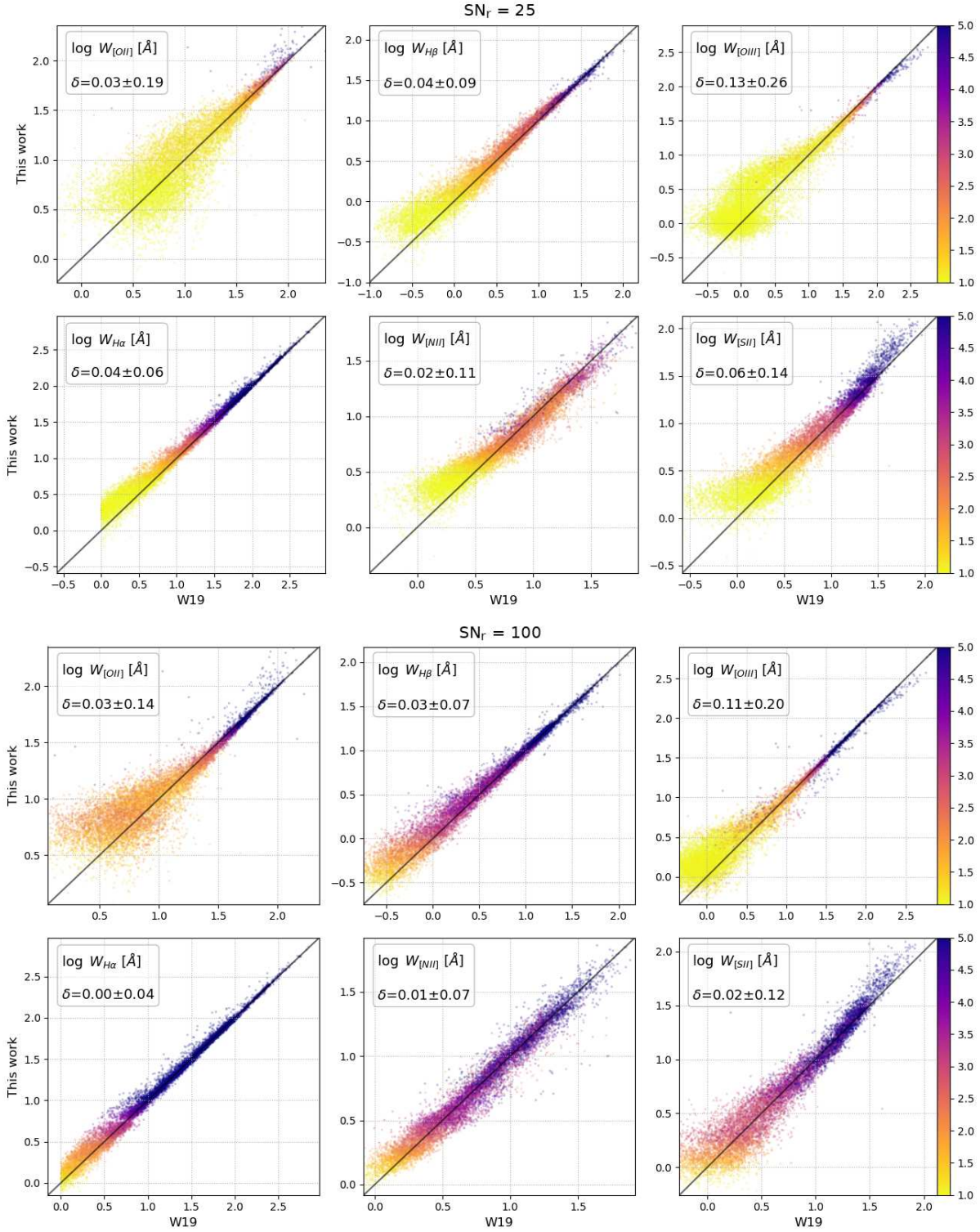


Figura 69 – Assim como na Figura 68, mas para $\mathrm{SN}_r = 25$ e $\mathrm{SN}_r = 100$, respectivamente.

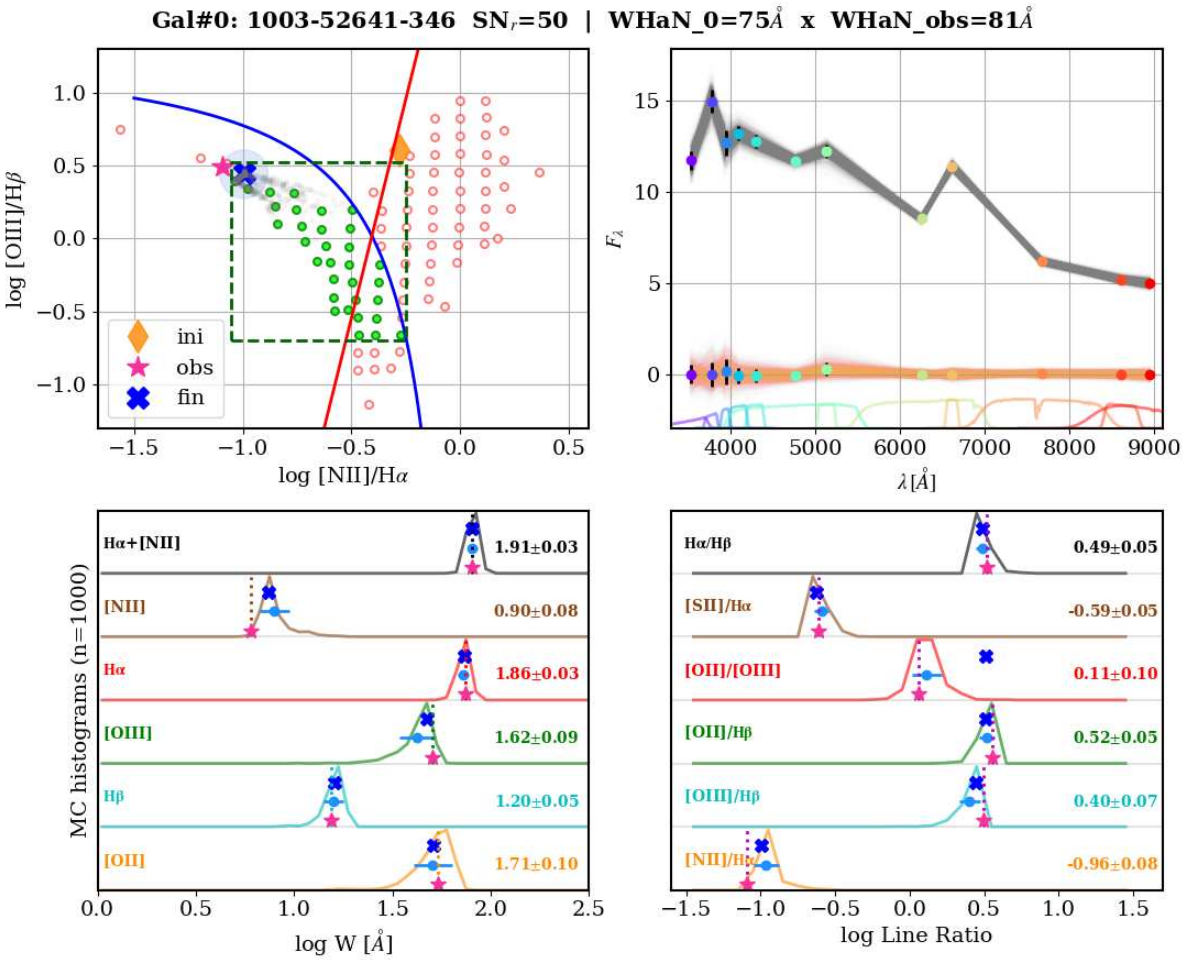


Figura 70 – Exemplo dos resultados de linhas de emissão obtidos com o AlStar. *Primeiro painel:* diagrama BPT mostrando as 94 componentes da base nebular. Os círculos vermelhos indicam as componentes utilizadas no primeiro ajuste (todas), enquanto os círculos verdes representam aquelas selecionadas após a aplicação das restrições no segundo ajuste. O losango amarelo mostra o resultado do primeiro ajuste e o 'x' azul, o resultado final. A estrela rosa corresponde ao valor obtido a partir dos espectros do SDSS. *Segundo painel:* fotoespectro (em cinza) perturbado 1000 vezes por meio de simulações de MC. *Terceiro e quarto painéis:* distribuições de Monte Carlo resultantes para linhas individuais e razões de linha.

coloca na posição marcada pela estrela rosa no diagrama BPT. O valor espectroscópico para $W^{obs}_{H\alpha NII}$ é 80.6 Å. O ajuste inicial (com a base nebular completa, indicada pelos círculos) obtém $W^{ini}_{H\alpha NII} = 75$ Å, apenas 7% diferente do valor correto. Porém, apesar de quase acertar o valor de [O III]/Hβ, este primeiro ajuste erra completamente a razão [N II]/Hα, colocando-a na asa direita do BPT, confundindo uma *star-forming galaxy* com um AGN! Nosso *prior*, porém, sabe que galáxias com $W^{ini}_{H\alpha NII}$ tão alto não ocupam todo o BPT e restringe a base nebular aos elementos pintados de verde na figura. O ajuste final com a base nebular restrita (marcado pelo 'x' azul) cai praticamente em cima da posição espectroscópica. Além disso, a largura equivalente de Hα é muito parecida com a original: $W^{fin}_{H\alpha} = 73$ contra $W^{obs}_{H\alpha} = 75$ Å. Além disso, obtemos $W^{fin}_{H\alpha NII} = 80.4$ Å, quase exatamente igual ao valor observado.

O painel acima e à direita na Figura 70 mostra a fotometria sintética para esta galáxia, assim como (em cinza claro) 1000 versões perturbadas desse fotoespectro. Cada uma dessas versões de Monte Carlo produz uma solução, o que nos permite estimar incertezas nas quantidades derivadas. A título de exemplo, os painéis inferiores mostram as distribuições *a posteriori* dessas soluções em termos das larguras equivalentes de Hα+[N II], Hα, [N II], [O III], Hβ e [O III], assim como várias razões de linha. Os valores espectroscópicos do *best fit*, e as estatísticas das soluções de MC são indicadas pela estrela rosa, 'x' azul e círculo azul claro, respectivamente (este último com a respectiva barra de erro). Tanto as larguras equivalentes das linhas de emissão individuais quanto as razões de fluxo apresentam distribuições bem definidas e centradas nos valores de referência, validando a capacidade do método de recuperar as propriedades nebulares de forma precisa.

Na Figura 71 apresentamos outro exemplo, desta vez para uma galáxia do tipo *retired*. Nesse caso, observamos o comportamento oposto ao anterior: o ajuste inicial encontra-se na asa esquerda do diagrama BPT, enquanto o resultado final, após a aplicação das restrições, desloca-se para a asa direita. Como esperado para esse tipo de objeto, as linhas de emissão são bastante fracas, com $W^{obs}_{H\alpha NII} = 2$ Å, o que torna a determinação precisa das razões de linha uma tarefa complicada, dado que pequenas variações nos fluxos resultam em grandes diferenças nas razões. Esse efeito é visível nos histogramas de MC, que exibem distribuições mais largas, embora ainda apresentem resultados satisfatórios[2]. Ainda assim, o método proposto cumpre bem seu papel, distinguindo adequadamente galáxias *star-forming* de *retired*.

Por último, a Figura 72 apresenta um exemplo de galáxia com um valor intermediário de $W_{H\alpha NII}$ (= 30 Å). Neste caso, observamos que apenas as componentes mais extremas das asas direita e esquerda do diagrama BPT são restringidas por nosso *prior*. Nota-se também que todos os ajustes convergem para um mesmo resultado, enquanto as

[2] Vale notar que a escala logarítmica faz com que valores menores aparentem distribuições mais largas.

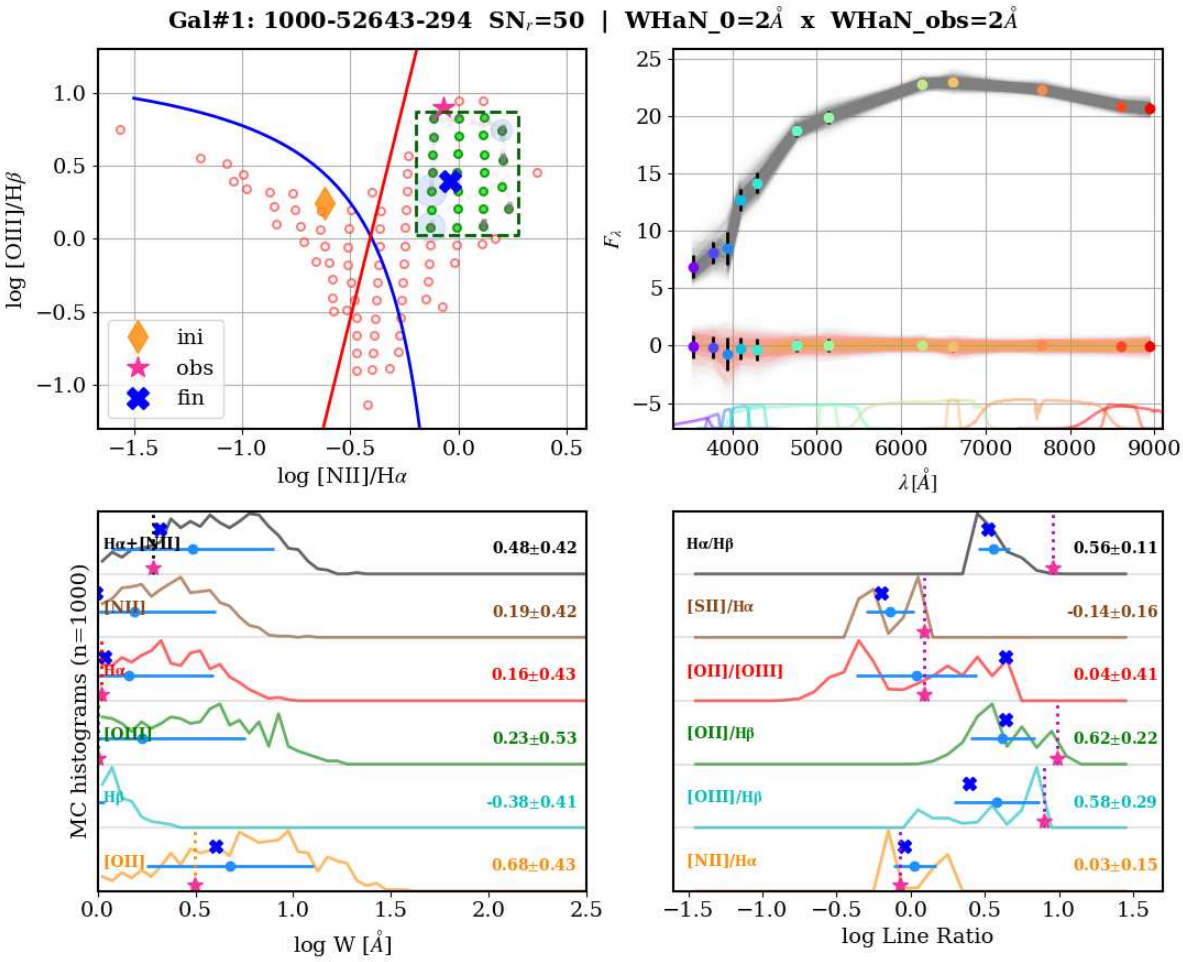


Figura 71 – Como na Figura 70, mas uma galáxia aposentada que inicialmente é classificada como *star-forming*.

perturbações de MC amostram valores distribuídos em torno desse ponto. Embora haja alguma dispersão, a média das perturbações permanece próxima do valor obtido pela espectroscopia.

Esses exemplos ilustram de forma clara que o esquema implementado no ajuste iterativo com o *prior* de $W_{H\alpha NII}$ é eficaz, consolidando o potencial do S-PLUS como uma fonte confiável de propriedades de linhas de emissão a partir de dados puramente fotométricos.

4.4 Diferentes *redshifts*

Os testes apresentados em TB23 e nas seções anteriores focaram no *redshift* $z = 0.01$, onde as restrições baseadas em $W_{H\alpha NII}$ implementadas no ALSTAR funcionam de maneira eficiente, produzindo bons resultados mesmo para razões de linhas de emissão.

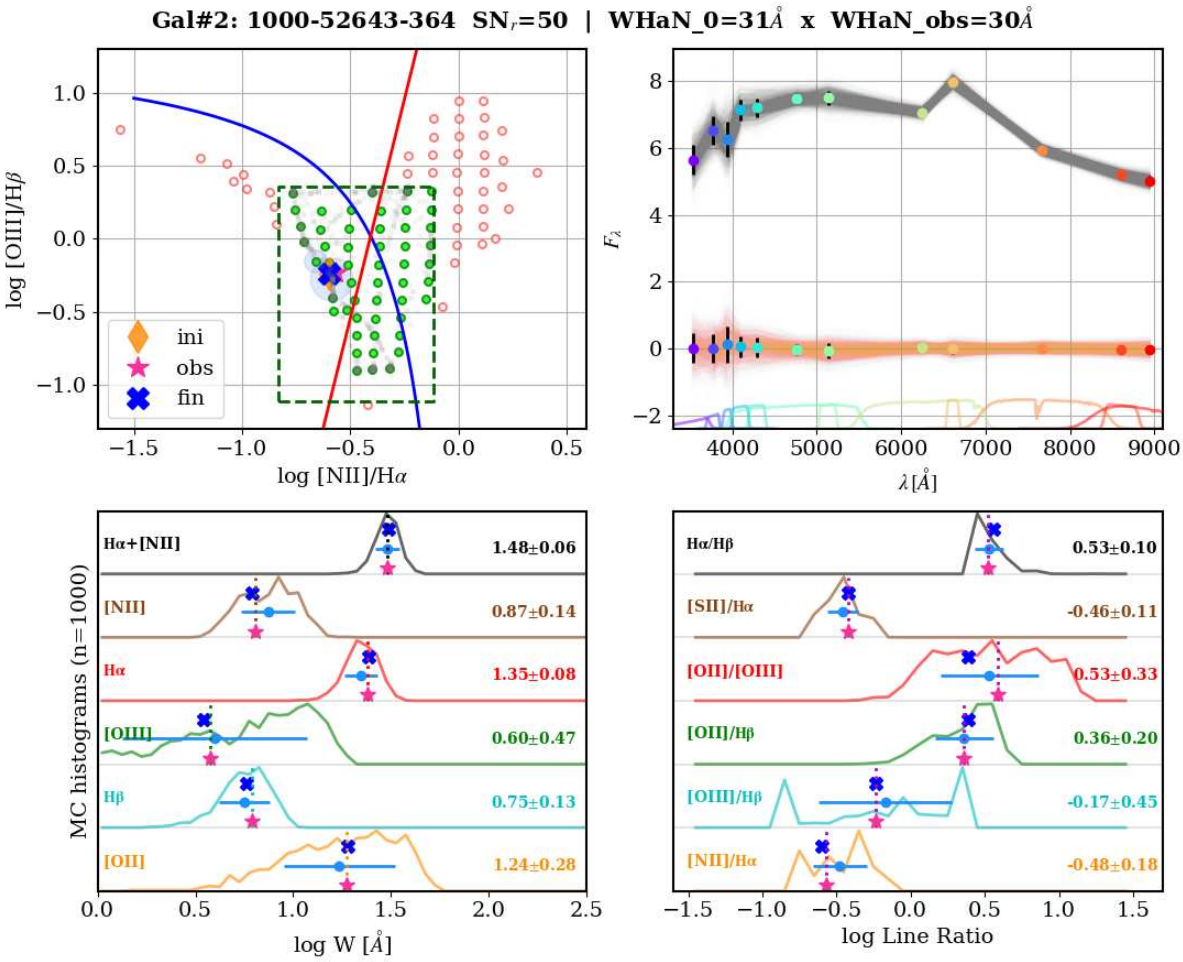


Figura 72 – Como na Figura 70, mas para uma galáxia com valor intermediário de $W_{H\alpha NII}$.

Uma questão natural, portanto, é o que ocorre em *redshifts* mais elevados, nos quais as linhas de Hα e [N II] deixam de estar contidas no filtro estreito $J0660$, de modo que a medida direta de $W_{H\alpha NII}$ não tem a mesma precisão. Para explorar o potencial completo dos dados S-PLUS, é fundamental investigar a performance do método em *redshifts* mais elevados. Esta seção aborda essa questão por meio de simulações análogas às apresentadas em TB23, mas realizadas para *redshifts* $z = 0.02$, 0.04 e 0.06.

Mesmo quando intensas, as linhas de emissão têm efeito reduzido em filtros de banda larga. De forma aproximada, a contribuição de uma linha de largura equivalente W em um filtro de largura Δ pode ser expressa como $\approx W/(W + \Delta)$. Assim, por exemplo, para o filtro de banda larga r, para o qual $\Delta \sim 1437$ Å, essa contribuição é de apenas cerca de 6% para $W = 100$ Å, enquanto no filtro estreito $J0660$ ($\Delta \sim 147$ Å) o efeito chega a aproximadamente 40%. Essa diferença ilustra o quanto a sensibilidade às emissões de Hα e [N II] é rapidamente perdida à medida que essas linhas se deslocam para fora do filtro, o que começa a ocorrer por volta de $z \sim 0.018$.

Todos os resultados apresentados nesta seção foram obtidos considerando um $SN_r =$

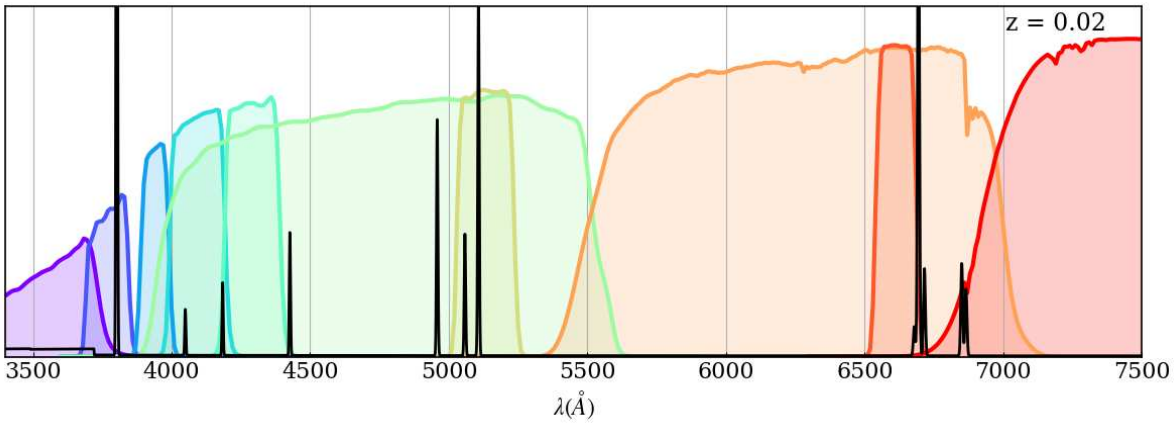


Figura 73 – Em preto uma das componentes da base nebular para $z = 0.02$, mostrando onde situam-se os grupos de linhas presentes na base (por exemplo, Hα e [N II]) em relação aos filtros do S-PLUS, que estão em colorido.

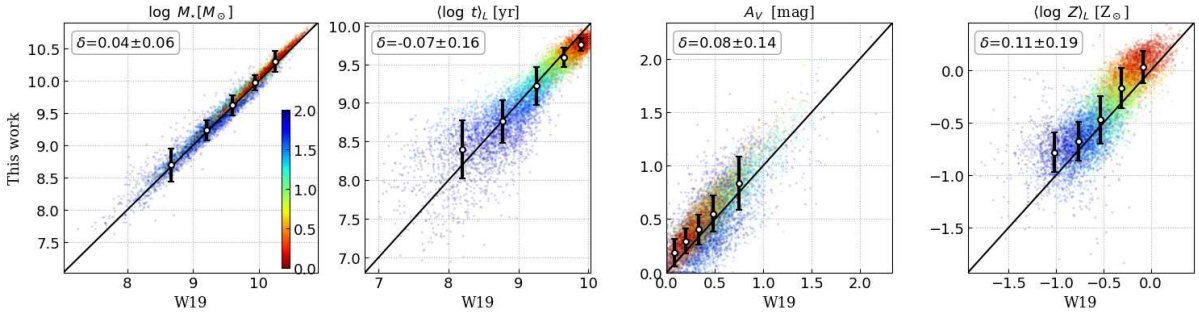


Figura 74 – Assim como na Figura 66, mas para $z = 0.02$.

50.

4.4.1 *Redshift* = 0.02

Escolhemos iniciar a análise com $z = 0.02$, pois, como mostra a Figura 73, é o ponto em que as linhas de Hα e [N II] começam a sair do filtro $J0660$, embora a [N II]λ6548 ainda permaneça parcialmente dentro dele. Apesar de essa linha ter contribuição pequena (um terço da [N II]λ6584), a situação permite avaliar se sua presença residual afeta os resultados em comparação com *redshifts* mais altos. Outra diferença relevante é o deslocamento do dubleto [O III]$\lambda\lambda$4959, 5007 para dentro do filtro estreito $J0515$.

A Figura 74 mostra os resultados para as propriedades das populações estelares. Vemos que o comportamento é muito similar ao obtido em $z = 0.01$, com dispersões praticamente idênticas para $\log M_\star$, $\langle \log t \rangle_L$, $\langle \log Z \rangle_L$ e A_V. Esse resultado era esperado, já que as populações estelares não dependem das linhas de emissão, embora uma verificação seja sempre bem-vinda.

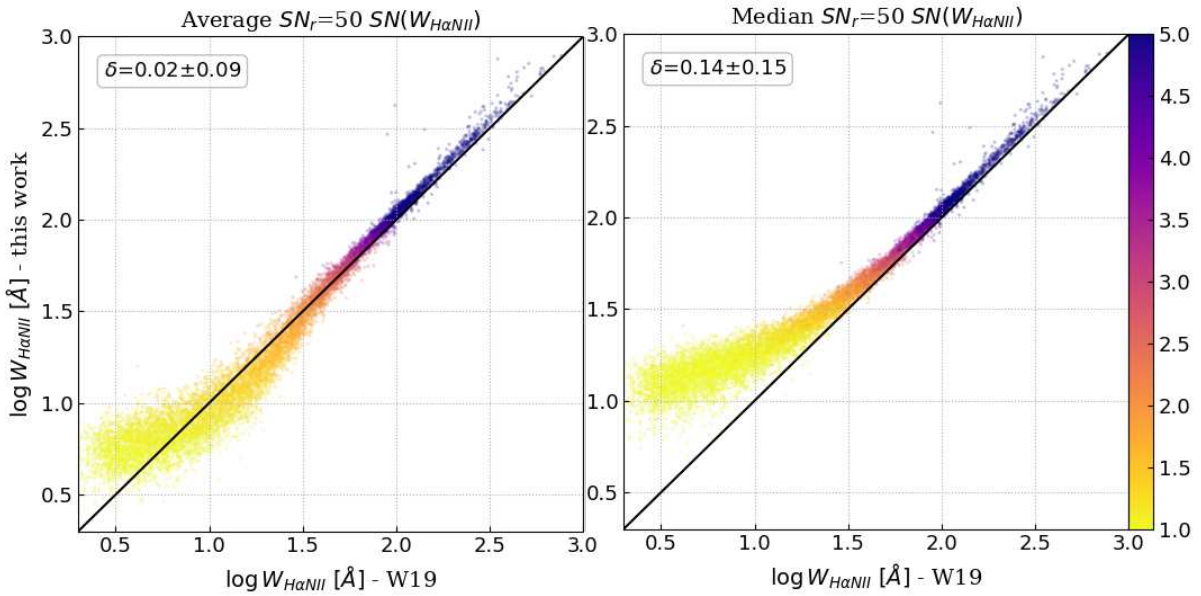


Figura 75 – Como na Figura 67, mas para $z = 0.02$ e apenas para $\mathrm{SN}_r = 50$. O *plot* da esquerda se refere a média e o da direita a mediana.

Na Figura 75 vemos os resultados obtidos para $\log \mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}}$, tanto para a média (esquerda) como para a mediana (direita). Como esperado, a precisão diminui em relação a $z = 0.01$. Para a mediana, observa-se um pequeno viés positivo na mediana para $\log \mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}} < 1.5$, enquanto a média fornece resultados mais estáveis em todo o intervalo. Porém, ainda é possível diferenciar as linhas fracas das fortes.

A Figura 76 mostra os resultados obtidos para as larguras equivalentes das linhas individuais para a média e mediana, respectivamente. A média tende a produzir resultados com menor dispersão e viés para a maioria das linhas neste *redshift*. De modo geral, as linhas são razoavelmente bem recuperadas, especialmente quando são mais fortes. Vale notar que, apesar do [O III] estar agora em um filtro estreito, a precisão na recuperação de $W_{[\mathrm{O\,III}]}$ não melhora.

Como mostra a Figura 77, obtivemos ótimos resultados para as razões de linhas. Os histogramas mostram os mesmos comportamentos nas distribuições em relação ao $z = 0.01$, com estatísticas similares e idênticas para alguns casos. Atribuímos este feito ao fato de que os valores obtidos para $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}}$, apesar de piores, são suficientemente satisfatórios para restringir a base, tal que as restrições baseadas em $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}}$ continuam funcionando.

4.4.2 *Redshift* = 0.04

Em $z = 0.04$, as linhas de Hα e [N II] estão completamente fora do filtro $J0660$ (Figura 78). As linhas Hβ e [O III] estão agora juntas no filtro estreito ($J0515$), enquanto o

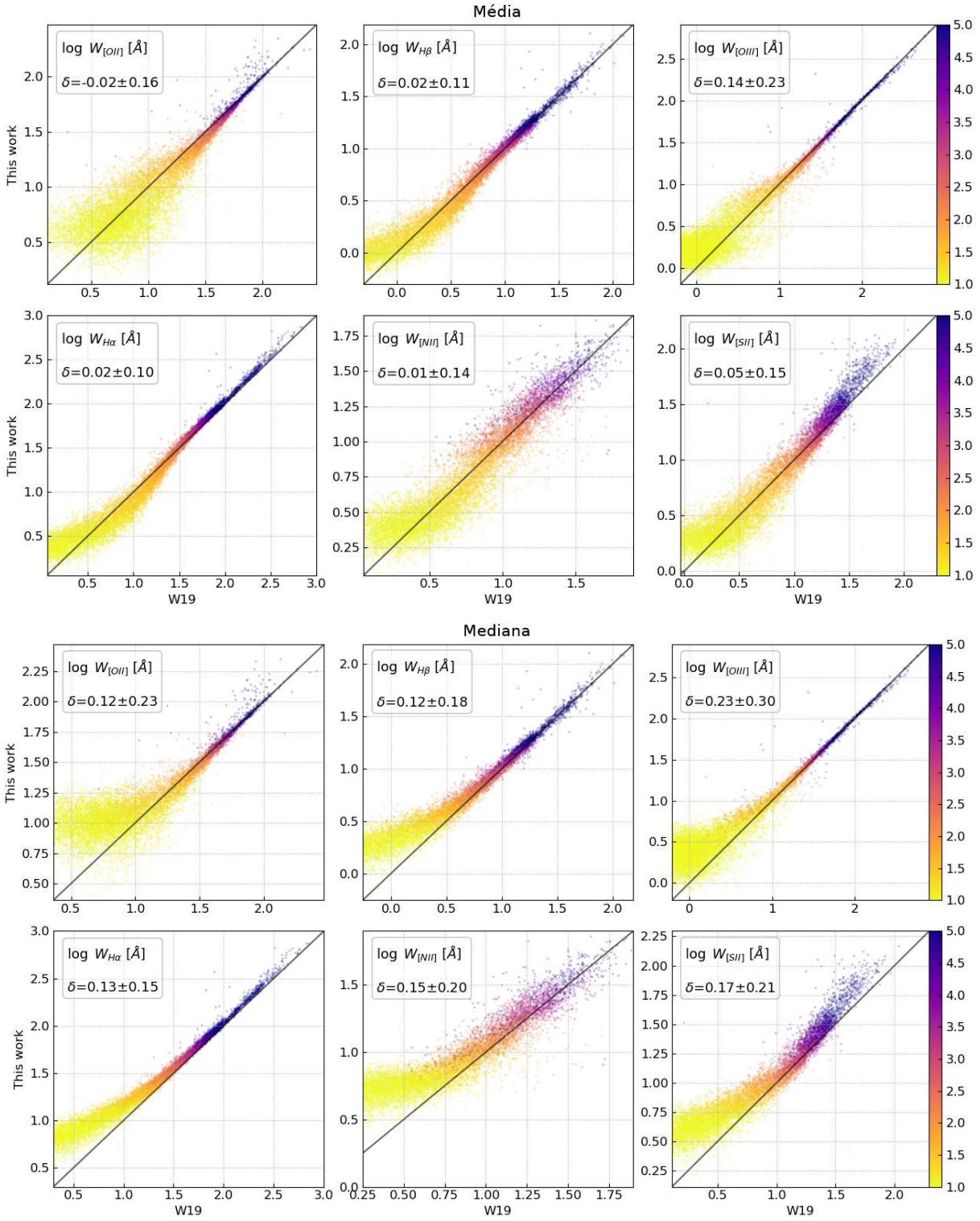


Figura 76 – Como na Figura 68, mas para $z = 0.02$, para média (*acima*) e mediana (*abaixo*) da pertubações de MC, respectivamente.

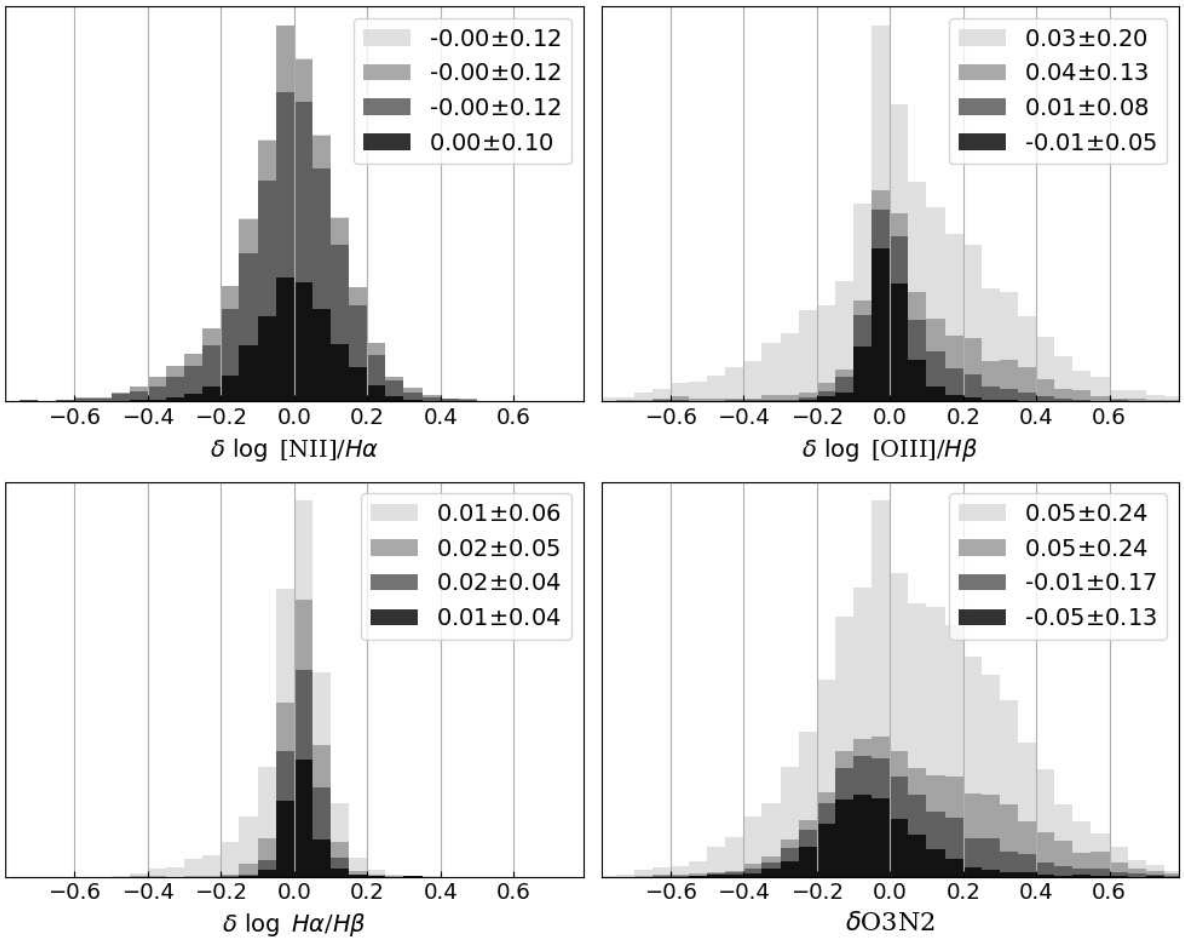


Figura 77 – Histogramas do $\delta = output - input$ para as razões de linhas, para $\mathrm{SN}_r = 50$. O cinza mais claro se refere ao δ para todas as galáxias. Conforme torna-se mais escuro (até o preto), as amostras se tornam menores, restringindo-se para galáxias que tenham $\mathrm{W} > 3,5$ e 10 Å, para as linhas utilizadas nas razões. Os valores nas legendas são a estatística do δ, i.e., mediana $\pm\sigma_{NMAD}$. Para $z = 0.02$.

[O II] não se encontra em nenhum filtro, situando-se (curiosamente) entre bandas, portanto, para $z = 0.04$ não temos nenhuma informação sobre o [O II] nos dados. Dessa forma, os resultados obtidos para essa linha nesse *redshift* são unicamente devidos a construção da base nebular do AlStar.

As propriedades estelares permanecem consistentes (Figura 79), enquanto os resultados para $\mathrm{W}_{\mathrm{H}\alpha\mathrm{NII}}$ (Figura 80) mostram o mesmo comportamento anterior, com a mediana apresentando leve viés positivo em linhas fracas, mas ainda temos uma boa separação entre regimes de baixa e alta emissão.

A Figura 81 apresenta os resultados das larguras equivalentes das linhas individuais. Observa-se uma dispersão relativamente alta, de 0.29 dex, para a linha [O II], o que é aceitável, uma vez que essa linha não se encontra coberta por nenhum filtro, como

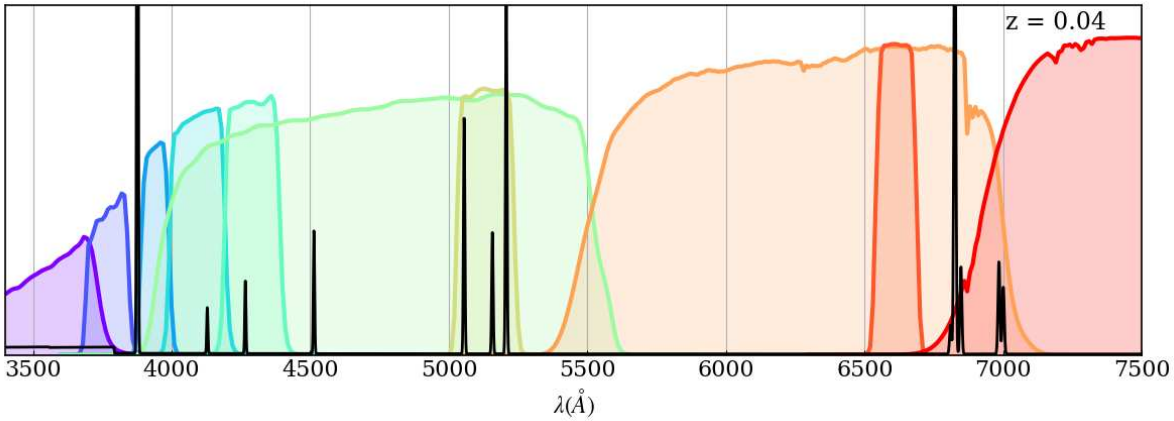


Figura 78 – Assim como na Figura 73 para $z = 0.04$.

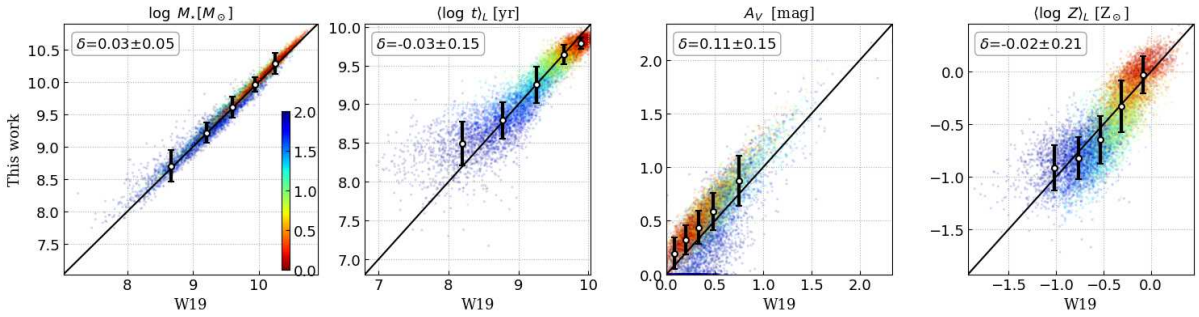


Figura 79 – Assim como na Figura 66, mas para $z = 0.04$.

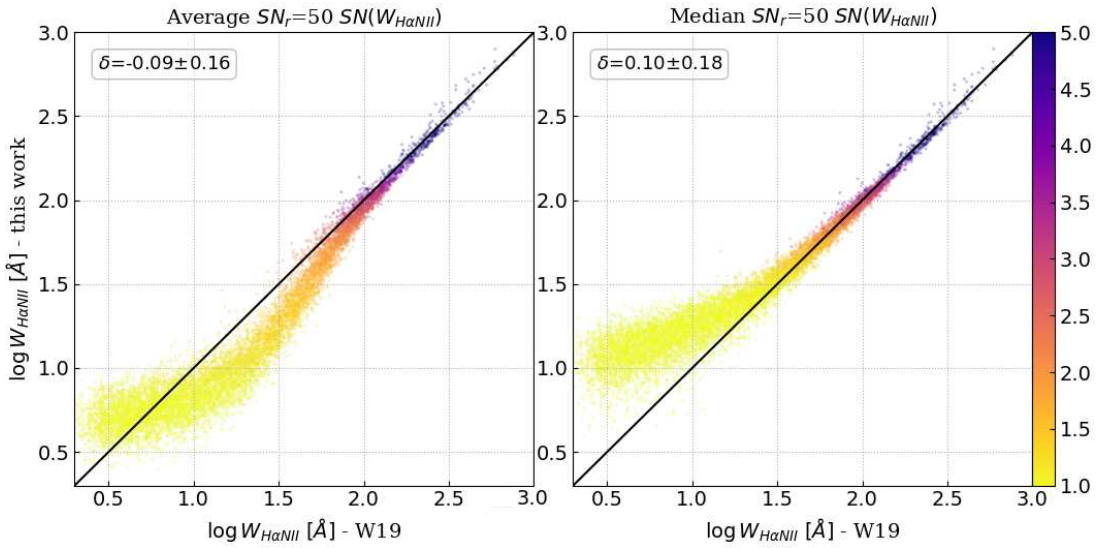


Figura 80 – Como na Figura 67, mas para $z = 0.04$ e apenas para SN= 50.

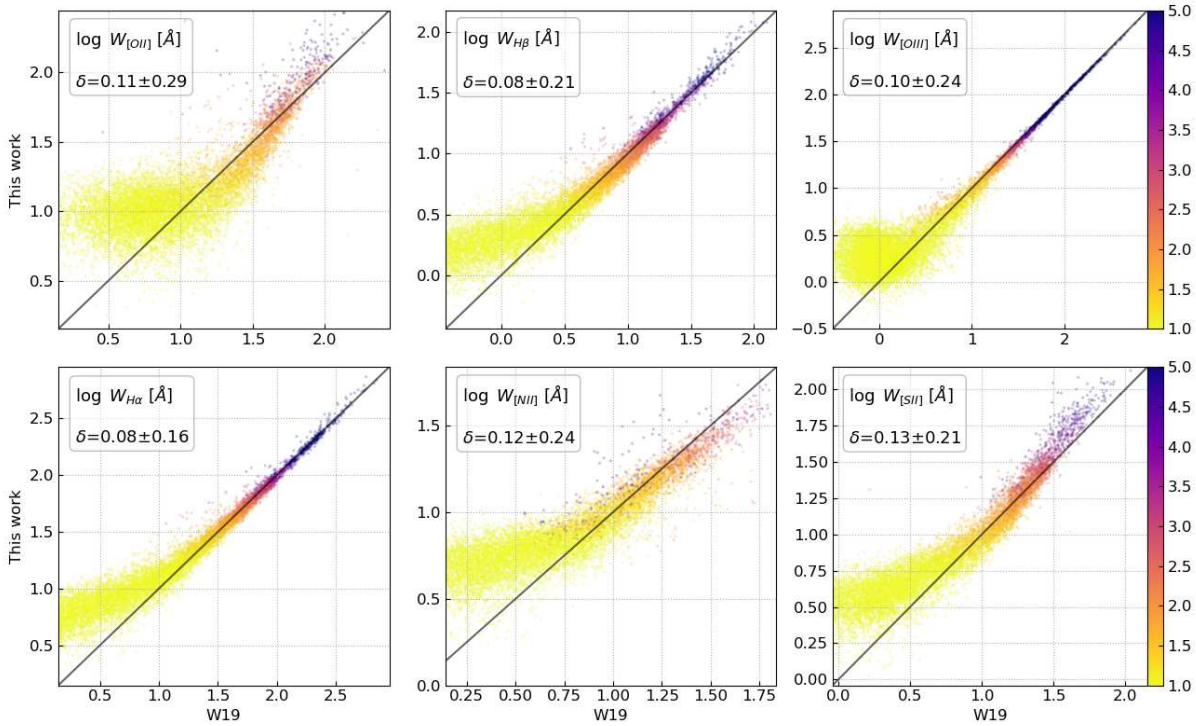


Figura 81 – Como na Figura 68, mas para $z = 0.04$.

já discutido. Para as demais linhas, os resultados mostram uma boa recuperação dos valores quando as emissões são fortes, e um leve viés positivo para linhas mais fracas. Já a Figura 82 exibe novamente um excelente desempenho nas razões de linhas, com distribuições e dispersões muito semelhantes às obtidas em *redshifts* anteriores.

A dispersão aumenta levemente nas linhas individuais (Figura 81), sobretudo para [O II] ($\sigma_{\mathrm{NMAD}} \sim 0.29$ dex), o que é compreendido, devido à ausência dessa linha nos filtros. Ainda assim, as demais linhas são bem reproduzidas, com viés positivo apenas para as mais fracas. As razões de linhas (Figura 82) seguem apresentando comportamento similar aos outros *redshifts* menores.

4.4.3 *Redshift* = 0.06

Em $z = 0.06$, [O II] retorna aos filtros, dessa vez no filtro estreito $J0395$ (o filtro com maior erro, cerca de 7.44 vezes maior que na banda r), enquanto Hβ está isolada no $J0515$ e [O III] passa a estar apenas na banda g. Já Hα e [N II] localizam-se na região de interseção entre as bandas r e i (Figura 83).

Reafirmando o que obtemos até agora, os resultados para as propriedades estelares (Figura 84) permanecem os mesmos, confirmando que essas grandezas são pouco afetadas pelo *redshift*. Nas linhas de emissão (Figura 85 e Figura 86), o desempenho é semelhante ao de $z = 0.04$, com melhora de 0.11 dex na dispersão para o [O II] (agora em filtro estreito) e

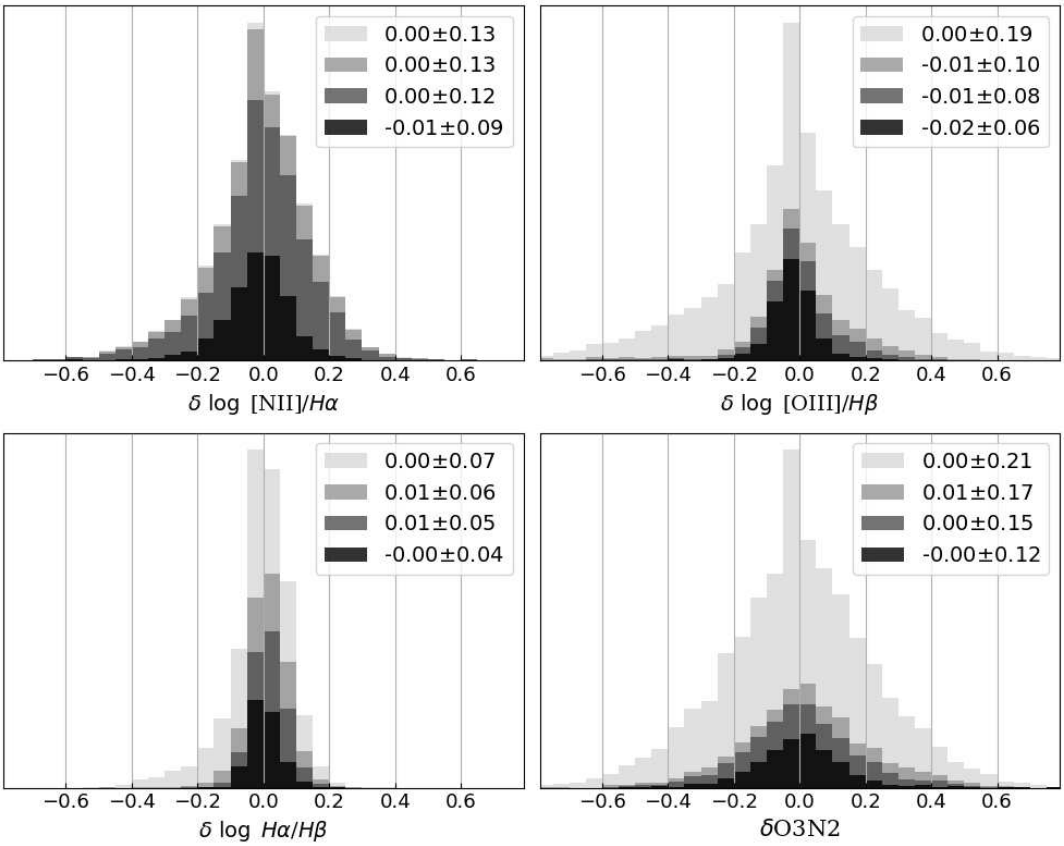


Figura 82 – Assim como na Figura 77, mas para $z = 0.04$.

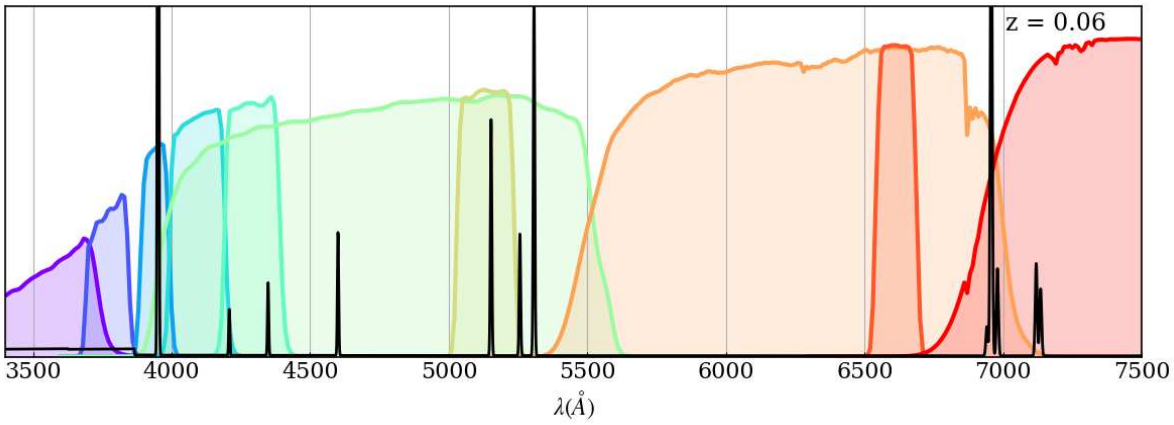


Figura 83 – Assim como na Figura 73 para $z = 0.06$.

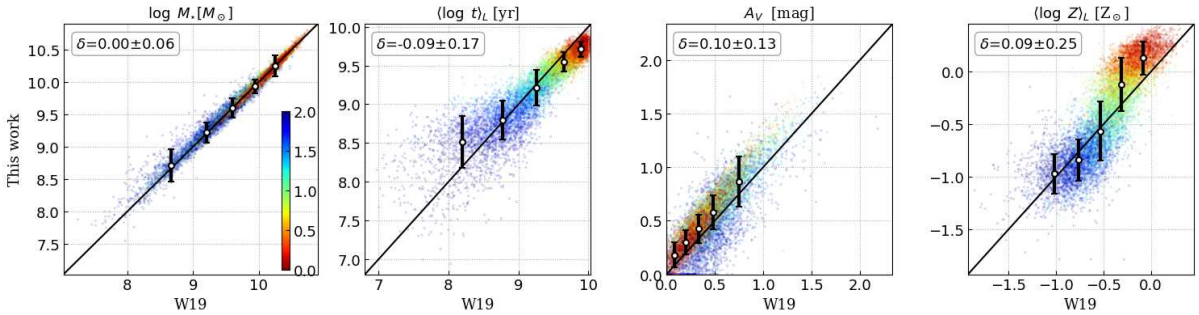


Figura 84 – Assim como na Figura 66, mas para $z = 0.06$.

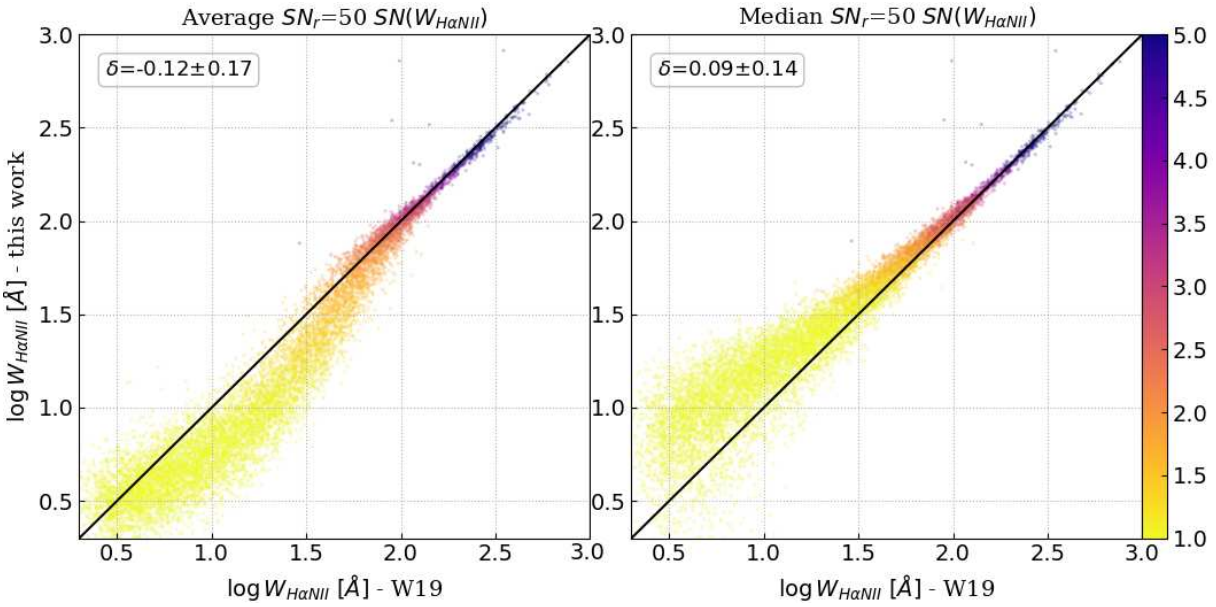


Figura 85 – Como na Figura 67, mas para $z = 0.06$ e apenas para SN= 50. O *plot* da direita se refere a média e o da esquerda a mediana.

piora para [O III] (agora em filtro largo). As razões de linha (Figura 87) mantêm o mesmo padrão geral, exceto pela O3N2, que mostra maior dispersão mesmo em linhas intensas ($W > 10$ Å nas linhas envolvidas).

4.4.4 *Redshift* = 0.04 sem *prior*

Antes de concluir essa análise sobre o efeito dos diferentes *redshifts* nos resultados obtidos, uma importante pergunta surge: Será que para *redshifts* nos quais as linhas Hα e [N II] não estão contidas em um filtro estreito, os resultados não são melhores sem utilizar o *prior* baseado no valor de $W_{H\alpha NII}$? Afinal, como vimos, os valores de $W_{H\alpha NII}$ nesses casos não são tão precisamente recuperados.

As figuras 88 e 89 mostram resultados semelhantes aos anteriores para as propriedades estelares e para $W_{H\alpha NII}$. Entretanto, as diferenças tornam-se maiores nas linhas

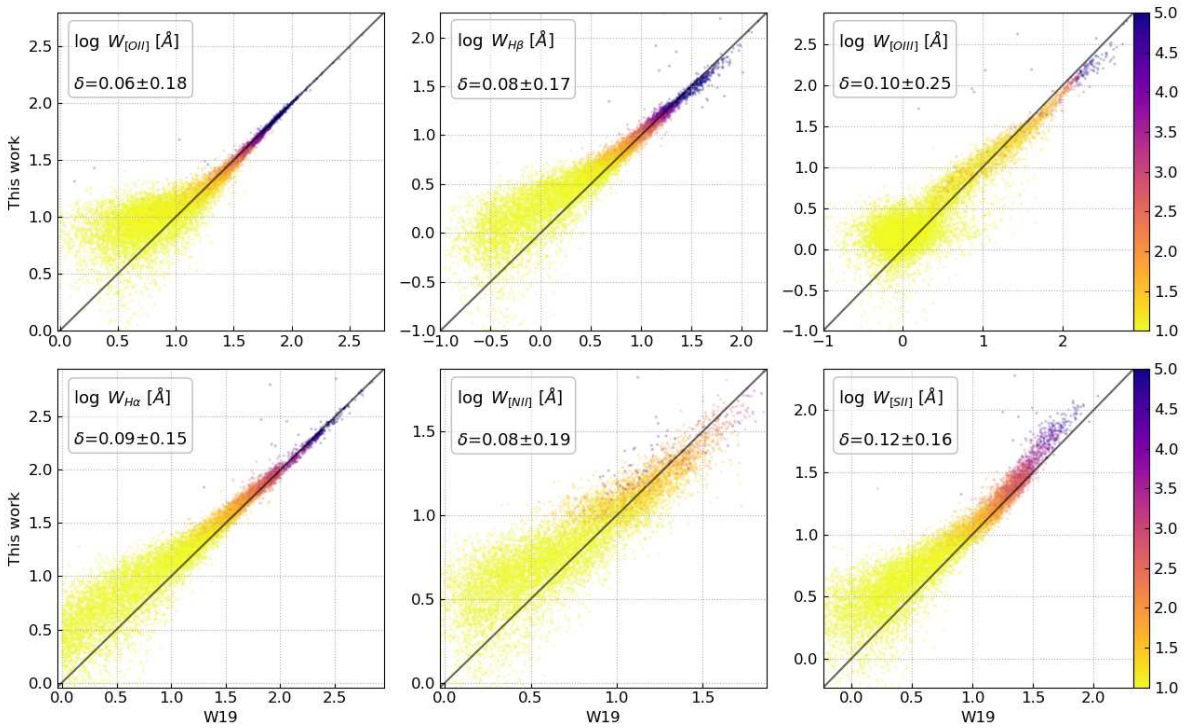


Figura 86 – Como na Figura 68, mas para $z = 0.06$.

individuais (Figura 90), com aumento das dispersões de até 0.13 dex em Hα e Hβ e viés negativo em linhas mais intensas. Para a linha [S II] o resultado foi melhor recuperado, por motivos não conhecidos.

As razões de linha (Figura 91) também pioram significativamente, sobretudo para log([O III]/Hβ), O3N2 e log([N II]/Hα). A exceção é a razão log(Hα/Hβ), que permanece praticamente inalterada, pois ambas as linhas são controladas unicamente pela correção de extinção.

A Figura 91 esclarece a resposta para o questionamento dessa seção, mostrando razões de linhas com valores de $\delta \pm \sigma_{NMAD}$ significativamente piores. Este teste demonstra inequivocamente a importância do *prior*. Mesmo quando a medida de $W_{H\alpha NII}$ é menos precisa, as restrições empíricas ainda são cruciais para guiar o ajuste e obter resultados fisicamente mais plausíveis para as linhas de emissão individuais e suas razões.

4.4.5 Conclusões sobre o efeito do redshift

A análise das simulações em diferentes *redshifts* permite concluir que:

- As propriedades das populações estelares são robustamente recuperadas e praticamente insensíveis ao *redshift* na faixa estudada ($z \leq 0.06$).

- A precisão na recuperação das propriedades nebulares, especialmente $W_{H\alpha NII}$,

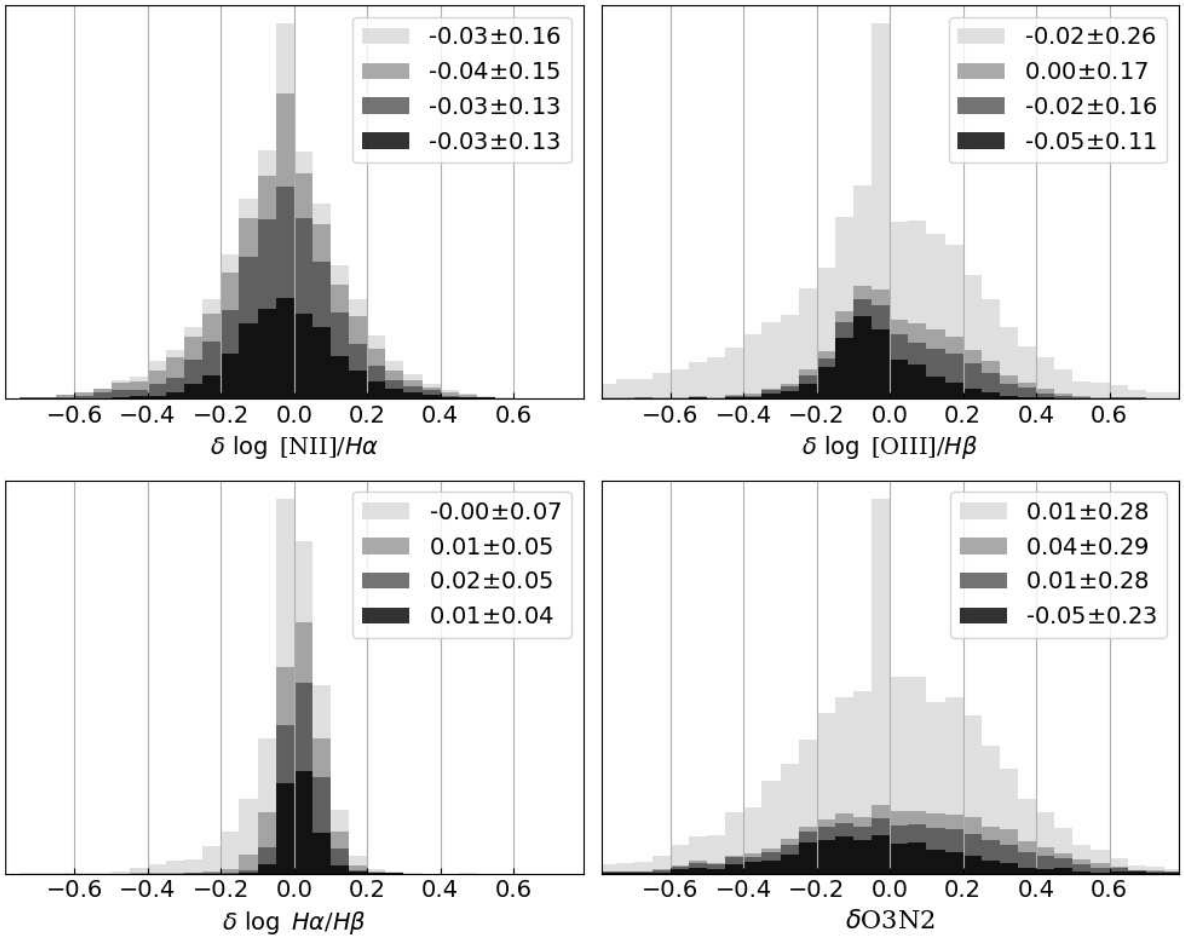


Figura 87 – Assim como na Figura 77, mas para $z = 0.06$.

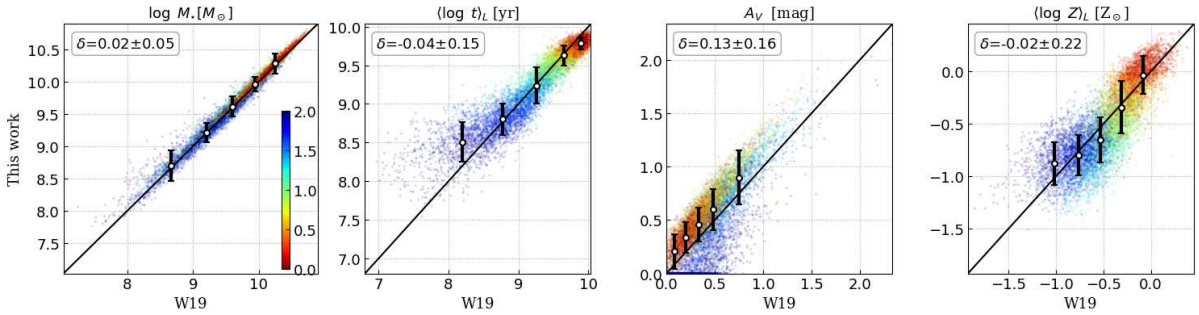


Figura 88 – Assim como na Figura 66, mas para $z = 0.04$ e sem as restrições baseadas em $W_{H\alpha NII}$.

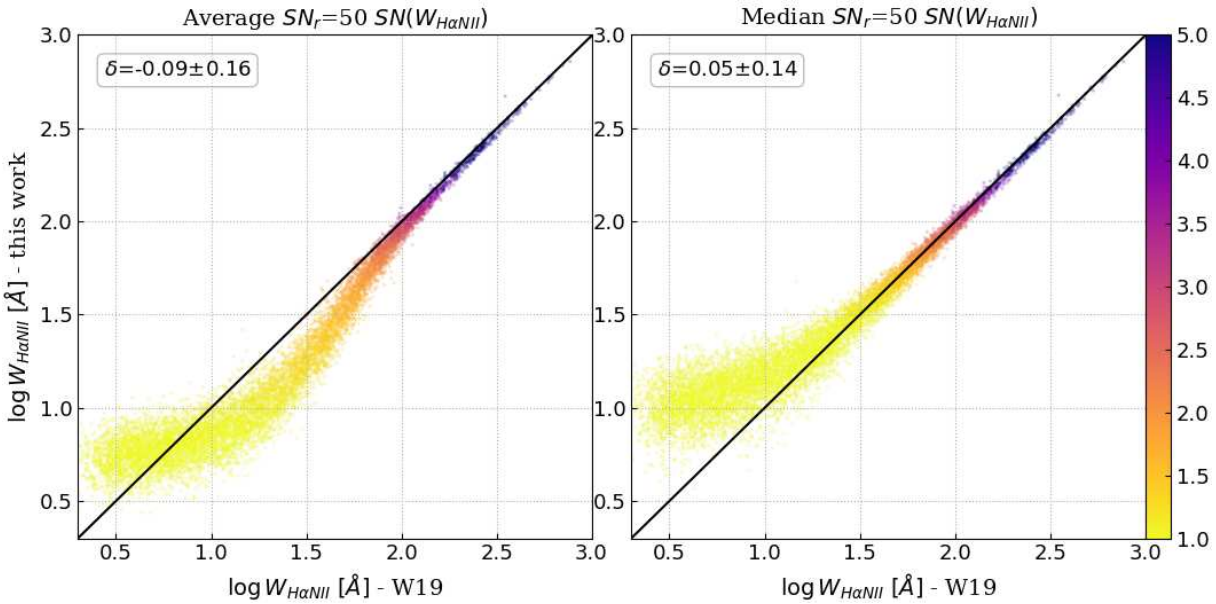


Figura 89 – Como na Figura 67, mas para $z = 0.04$, sem as restrições baseadas em $W_{H\alpha NII}$ e apenas para SN= 50. O *plot* da direita se refere a média e o da esquerda a mediana.

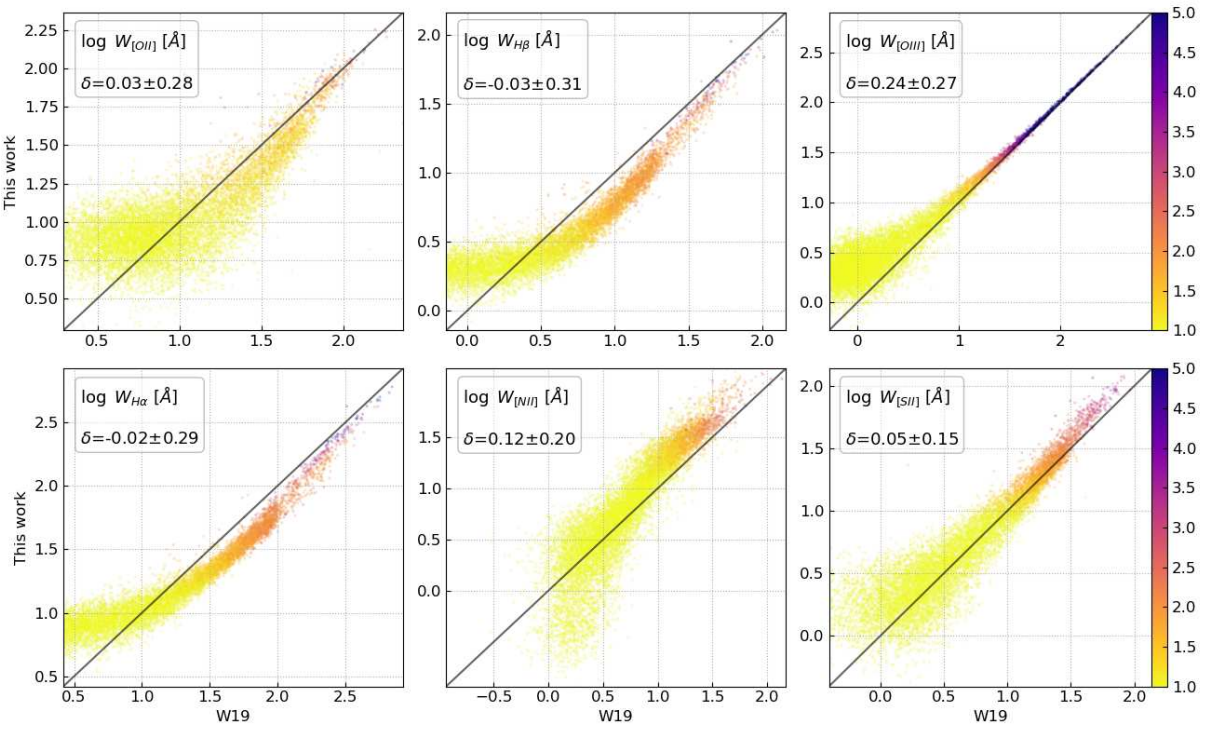


Figura 90 – Como na Figura 68, mas para $z = 0.04$ e sem as restrições baseadas em $W_{H\alpha NII}$.

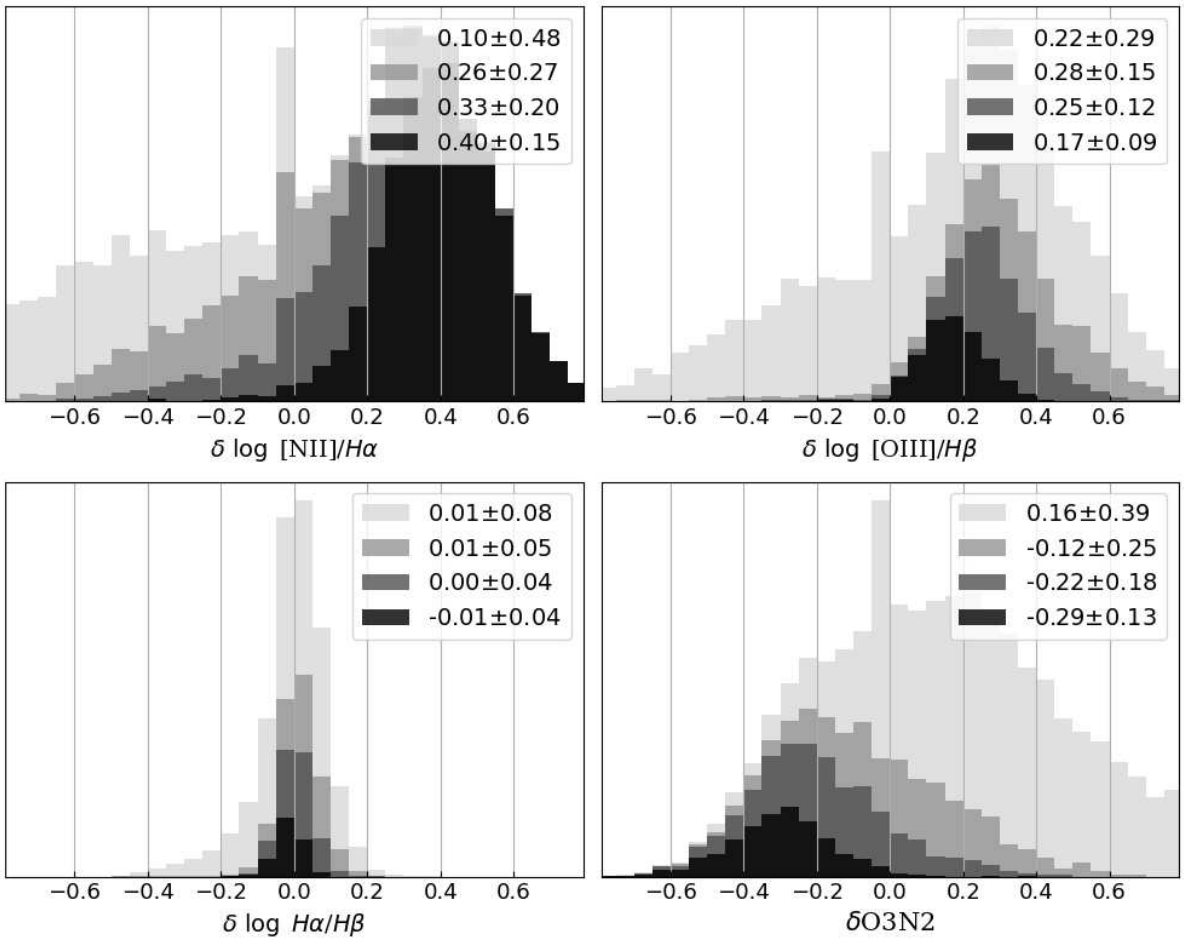


Figura 91 – Assim como na Figura 77, mas para $z = 0.04$ e sem as restrições baseadas em $W_{H\alpha NII}$.

diminui com o aumento do *redshift*, à medida que o Hα e [N II] saem do filtro *J*0660. Entretanto, os resultados para $W_{H\alpha NII}$ permanecem aproximadamente os mesmos para todos os *redshifts*, quando W$>$ 30Å.

- Mesmo com valores de $W_{H\alpha NII}$ menos precisos, o método baseado nas restrições do $W_{H\alpha NII}$ continua sendo benéfico e essencial para obter estimativas realistas das linhas de emissão individuais e de suas razões, mesmo em $z = 0.04$ e $z = 0.06$. A performance sem as restrições é significativamente pior.

- A precisão na recuperação de linhas específicas ([O II], [O III], Hβ) varia com o *redshift*, dependendo de sua posição em relação aos filtros estreitos.

Portanto, embora a performance ótima seja alcançada em $z \lesssim 0.01$, a metodologia desenvolvida permanece útil e superior a uma abordagem sem restrições para *redshifts* de até pelo menos $z = 0.06$[3].

[3] Apesar de não termos testado valores de z superiores a 0.06, não vemos motivos para ermos resultados muito diferentes dos testados.

5 PROPRIEDADES DE POPULAÇÕES ESTELARES E LINHAS DE EMISSÃO ESPACIALMENTE RESOLVIDAS PARA OS GRUPOS DE GALÁXIAS M101 E M51

Este capítulo resume e apresenta análises complementares para os resultados desenvolvidos como parte deste doutorado e publicados no artigo

"Spatially resolved stellar populations and emission line properties in nearby galaxies with J-PLUS.
I. Method and first results for the M101 group"
por J. Thainá-Batista, R. Cid Fernandes, R. M. González Delgado

Publicado em Astronomy & Astrophysics, Volume 699, July 2025
https://doi.org/10.1051/0004-6361/202554704

e submetidos no artigo

"Spatially resolved stellar populations and emission line properties in nearby galaxies with J-PLUS.
II. Results for the M51 group and first comparison with the M101 group"
por J. Thainá-Batista, R. Cid Fernandes, R. M. González Delgado et al.

Submetido ao Astronomy & Astrophysics

incluídos em suas formas originais nos Apêndices B e C. Recomenda-se que os artigos sejam lidos antes do material neste capítulo.

Enquanto o capítulo anterior (Thainá-Batista et al., 2023) focou na validação da metodologia de análise, estes trabalhos aplicam essa metodologia a um conjunto de dados do J-PLUS, com o objetivo de realizar um estudo científico completo de grupos de galáxias próximas. As Seções 5.1 e 5.2 resumem os principais resultados de cada artigo. Nas seções

seguintes, complementamos os resultados obtidos nos artigos. Na Seção 5.3 exploramos relações de escala para as galáxias M101 e M51, enquanto na Seção 5.4 investigamos o impacto dos efeitos de amostragem nessas relações.

5.1 Resumo de Thainá-Batista et al. (2025)

O artigo TB25 foca na aplicação da metodologia desenvolvida em TB23 para realizar uma análise espacialmente resolvida das propriedades estelares e nebulares de seis galáxias pertencentes ao grupo M101, utilizando dados do J-PLUS. Este artigo é o primeiro de uma série voltada à caracterização das propriedades estelares e de linhas de emissão de galáxias em grupos e aglomerados, em escala espacialmente resolvida, utilizando dados dos levantamentos fotométricos J-PLUS e S-PLUS. Graças ao seu amplo campo de visão e à combinação única de filtros estreitos e largos, esses levantamentos permitem explorar simultaneamente as componentes estelares e nebulares das galáxias, abrindo caminho para estudos da evolução de galáxias em diferentes ambientes

5.1.1 Motivação e Contexto Científico

Grupos de galáxias representam o ambiente mais comum para galáxias no Universo local e são laboratórios cruciais para estudar os processos físicos que moldam a evolução galáctica, como, por exemplo, interações gravitacionais e fusões. Enquanto estudos anteriores baseados em luz integrada forneceram informações valiosas, a análise espacialmente resolvida permite investigar como esses processos afetam as diferentes componentes de uma galáxia (bojo, disco, braços espirais) e como as propriedades variam internamente. O grupo M101, dominado pela grande galáxia espiral M101 e outras galáxias satélites menores (NGC 5474, NGC 5585, NGC 5204, UGC 8837 e NGC 5477), oferece um excelente caso de estudo para explorar essas questões.

5.1.2 Metodologia: Pré-processamento e Análise com AlStar

O artigo detalha a *pipeline* completa de tratamento dos dados, desde os cubos brutos do J-PLUS até os mapas de propriedades físicas finais. As principais etapas incluem:

1. **Pré-processamento:** Conforme descrito em detalhes na Seção 2.5, esta parte inclui todo o nosso pré-processamento: a criação de máscaras, filtragem *But-*

terworth, homogeneização da PSF, binagem 2×2, *pixel tagging* e binagem de Voronoi.

2. **Ajuste com AlStar:** Os espectros fotométricos são ajustados com o código AlStar, utilizando a mesma metodologia validada em TB23. As bases estelar e nebular utilizadas estão detalhadas na Seção 3.2.7.2, com uma única diferença de restrição da base estelar a metalicidades sub-solares ($Z \leq Z_{\odot}$).

5.1.3 Resultados

O principal resultado do trabalho são os mapas espacialmente resolvidos das propriedades físicas para as seis galáxias do grupo M101 e as relações entre essas propriedades.

5.1.3.1 Mapas de Propriedades

Obtivemos mapas para todas as galáxias do grupo, dentre os quais foram apresentados no artigo:

- **Populações Estelares:** Densidade superficial de massa estelar ($\Sigma_{\star}$), idade média ponderada pela luz ($\langle \log t \rangle_L$), densidade superficial de taxa de formação estelar ($\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$) e profundidade óptica de poeira.

- **Linhas de Emissão:** densidade superficial de fluxo de Hα, [O II], [O III] e [N II], largura equivalente de Hα, e composição RGB utilizando as linhas [N II], Hα e [O III].

Esses mapas revelam gradientes de idade (mais velhas no centro), formação estelar concentrada nos braços espirais em regiões H II que são consistentes com o mapa de $W_{H\alpha}$. Também obtivemos um gradiente do fluxo de [O III] (de dentro para fora). Além disso, vemos estruturas de poeira na M101, com valores significativos ($A_V \sim 0.7$), enquanto para as outras galáxias o efeito de poeira é bem menor ($A_V \sim 0.2$).

5.1.3.2 Relações de Escala Locais

A análise investiga as relações entre diferentes propriedades dentro de cada galáxia:

- **Idade vs. $\Sigma_{\star}$:** A maioria das galáxias exibe uma correlação positiva clara, indicando que regiões mais densas são tipicamente mais velhas, consistente com o crescimento *inside-out* (de dentro para fora). As duas galáxias anãs, no entanto, apresentam relações mais planas.

- **Metalicidade Estelar vs. $\Sigma_\star$:** M101 mostra uma relação bem definida, com regiões centrais mais metálicas. As outras galáxias apresentam relações mais fracas ou planas.

- **Metalicidade Nebular vs. $\Sigma_\star$:** As galáxias mostram uma correlação positiva, consistente com seus tipos morfológicos de resultados de IFS.

- $\Sigma_{\rm SFR}$ **vs.** $\Sigma_\star$ **(Sequência principal espacialmente resolvida):** Todas as galáxias seguem a sequência principal de formação estelar, com um deslocamento para maiores taxas de formação estelar específicas em sistemas de menor massa.

5.1.4 Comparação entre galáxias do grupo:

A comparação das relações de escala medianas entre as galáxias do grupo revela tendências sistemáticas com a massa total da galáxia. Galáxias mais massivas tendem a ter populações estelares mais velhas e mais metálicas em regiões de mesma densidade superficial ($\Sigma_\star$). A taxa de formação estelar específica (sSFR, *Specific Star Formation Rate*) também diminui com o aumento da massa total. A análise indica que, apesar de estarem em um ambiente de grupo, as galáxias da amostra não mostram sinais evidentes de supressão da formação estelar (*quenching*) ambiental, provavelmente devido à baixa massa total do grupo M101.

5.1.5 Conclusões

O artigo TB25 demonstra com sucesso a capacidade da combinação de dados fotométricos do J-PLUS com a metodologia de análise do AlStar para realizar estudos detalhados e espacialmente resolvidos das propriedades estelares e nebulares de galáxias próximas. Os resultados para as relações idade-massa e metalicidade nebular-massa obtidos para o grupo são consistentes com a literatura (González Delgado et al., 2015; Sánchez, Sebastián F., 2020).

Este trabalho estabelece a base para futuras investigações, aplicando a mesma metodologia a amostras maiores de galáxias em diferentes ambientes (outros grupos, aglomerados, campo), com o objetivo de construir um conjunto de dados homogêneo para estudar o impacto do ambiente na evolução interna das galáxias.

5.2 Resumo de Thainá-Batista et al. (submetido)

Este artigo é uma continuidade de TB25, onde aplicamos a mesma metodologia de análise espacialmente resolvida (para mapear as propriedades estelares e nebulares), expandindo a um novo conjunto de dados, o grupo M51. Este grupo é dominado pelo par em interação M51a (uma espiral, conhecida como galáxia do redemoinho) e M51b (*early type*) e inclui outra extensa e massiva galáxia (M63) e outras galáxias menores, incluindo anãs (NGC 5023, NGC 5229, UGC 8320, UGC 8331, UGC 8308, e UGC 8215).

5.2.1 Motivação e Contexto Científico

Enquanto o grupo M101 é considerado um sistema relativamente jovem e pouco interativo, o grupo M51 é marcado pela forte interação entre M51a e M51b, além de evidências de interações passadas envolvendo M63. Essa diferença no estágio evolutivo torna a comparação entre os dois grupos particularmente interessante para estudar o impacto de processos ambientais, como fusões e interações de maré, nas propriedades espacialmente resolvidas das galáxias (formação estelar, gradientes de idade e metalicidade, distribuição de poeira).

5.2.2 Metodologia

A análise segue rigorosamente a mesma *pipeline* metodológica aplicada ao grupo M101, garantindo a consistência e a comparabilidade dos resultados; logo, não será repetida aqui. A única diferença é que, para os ajustes do AlStar, utilizamos as mesmas cinco metalicidades mostradas na Seção 3.2.7.2, variando de 0.2 a 3.5 $Z_{\odot}$.

5.2.3 Resultados: Mapas e Relações de Escala

Os principais resultados são os mapas espacialmente resolvidos e as relações de escala locais para as galáxias do grupo M51.

5.2.3.1 Mapas de Propriedades

Foram gerados mapas detalhados, revelando características notáveis. O par em interação (M51a/M51b) mostra uma dicotomia clara. M51a exibe braços espirais bem definidos, com populações estelares jovens e regiões H II, com formação estelar induzida

pela interação na face voltada para M51b. Já M51b é dominada por populações estelares velhas, possui baixa sSFR e características de uma galáxia aposentada (*retired*), embora apresente poeira associada ao braço de M51a.

Os mapas de idade, $W_{\mathrm{H}\alpha}$ e poeira mostram que as populações jovens e a formação estelar estão concentradas na parte interna do disco, enquanto as regiões externas são dominadas por populações mais velhas e com baixa emissão Hα. Interpreta-se este padrão como um sinal de *outside-in quenching* (supressão da formação estelar de fora para dentro), possivelmente resultado de uma interação passada que removeu gás das regiões externas. Galáxias de menor massa, as anãs e as espirais *edge-on* apresentam, em geral, populações estelares mais jovens e menor conteúdo de poeira, consistentes com suas massas e morfologias. M63 apresenta assimetrias notáveis na direção norte-sul, com populações mais jovens, com maior emissão em Hα e maiores valores de $\tilde{\tau}$ na parte sul.

5.2.3.2 Relações de Escala Locais

A análise das relações entre $\Sigma_\star$ e outras propriedades revela:

- **Idade vs. $\Sigma_\star$:** M51a e M63 mostram idades aumentando com $\Sigma_\star$ nas regiões internas, mas voltando a aumentar nas regiões de baixa densidade ($\Sigma_\star < 100\,M_\odot/\mathrm{pc}^2$), reforçando a ideia de *quenching* nas partes externas (para ambas). M51b é a única que apresenta uma correlação positiva (apesar de fraca), enquanto as galáxias menores mostram relações mais planas.

- **Metalicidade Estelar vs. $\Sigma_\star$:** M51b mostra o gradiente mais acentuado. M51a e M63 apresentam perfis de metalicidade mais planos.

- **Metalicidade Nebular vs. $\Sigma_\star$:** As relações são notavelmente planas para as galáxias do grupo M51, contrastando com os gradientes pronunciados observados no grupo M101.

- **$\Sigma^\star_{\mathrm{SFR}}$ vs. $\Sigma_\star$:** Todas as galáxias, com exceção de M51b, alinham-se bem com sequência principal de formação estelar (SFMS, *Star-Forming Main Sequence*), indicando que a formação estelar ainda está ativa, embora possivelmente em declínio nas regiões externas de M51a e M63. M51b situa-se abaixo da sequência, na região das galáxias quiescentes.

5.2.4 Comparação entre os grupos M51 e M101

A comparação direta das relações de escala medianas revela diferenças sistemáticas:

- As relações Idade vs. $\Sigma_\star$ são relativamente planas no grupo M51, enquanto pronunciadas no grupo M101, indicando alguma influência do ambiente, alterando a típica formação *inside-out*. As galáxias do grupo M51 tendem a ter populações estelares mais velhas e mais metálicas (tanto estelar quanto nebular) em regiões de mesma $\Sigma_\star$ quando comparadas às do grupo M101.

- Os gradientes de idade e metalicidade nebular são significativamente mais planos no grupo M51.

- O grupo M51 apresenta mais poeira (ou pelo menos, maiores valores de $\tilde{\tau}$) que o grupo M101.

- Enquanto as galáxias do grupo M101 mostram sSFRs elevadas, as de M51 alinham-se mais proximamente da SFMS de referência, com M51b já quiescente e M51a/M63 mostrando sinais de *quenching* externo.

Essas diferenças são interpretadas como evidências de que o grupo M51 se encontra em um estágio evolutivo mais avançado. A maior massa total do grupo e as interações mais intensas (passadas e presentes) teriam acelerado o processamento ambiental de suas galáxias, resultando no achatamento dos gradientes, no aumento da metalicidade e da poeira. Em contraste, o grupo M101, menos massivo e dinamicamente mais jovem, ainda preserva as assinaturas de uma evolução mais secular, dominada pelo crescimento *inside-out*.

5.2.5 Conclusões

O artigo reforça a capacidade da metodologia J-PLUS + AlStar de realizar estudos do tipo IFS, fornecendo mapas detalhados e relações de escala robustas para galáxias próximas. A análise comparativa entre os grupos M51 e M101 demonstra que, mesmo em ambientes de baixa densidade, como grupos, os processos ambientais deixam assinaturas claras nas propriedades internas das galáxias, influenciando seus gradientes e histórias de formação estelar. Este trabalho abre caminho para futuras investigações em amostras maiores, abrangendo uma gama mais ampla de massas de grupos e estágios dinâmicos, para desvendar de forma estatística o papel do ambiente na evolução das galáxias.

Concluídos os resumos dos dois artigos acima. Apresentamos a seguir resultados adicionais que, por restrições de espaço ou estágio de desenvolvimento, não foram incluídos nas versões publicadas.

5.3 Relações de escala

Nesta seção investigamos as relações entre algumas das propriedades físicas derivadas para as galáxias M101 e M51a, com foco em $\Sigma_\star$, $\langle \log t \rangle_L$, $\tilde{\tau}$, $\Sigma^\star_{\rm SFR}$, $\Sigma^0_{\rm H\alpha}$ e $W_{\rm H\alpha}$. Destas, as quatro primeiras já foram discutidas nos respectivos artigos nos Apêndices B e C, enquanto as propriedades ligadas à formação estelar, $\Sigma^\star_{\rm SFR}$ e $\Sigma^0_{\rm H\alpha}$, merecem uma explicação mais detalhada (Seções 5.4.1 e 5.4.2).

5.3.1 Densidade superficial da taxa de formação estelar

Calcula-se $\Sigma^\star_{\rm SFR}$ a partir dos resultados do AlStar, somando a massa estelar formada nos últimos $t_{\rm SF}$ anos e dividindo esse valor por $t_{\rm SF}$ (como feito em Asari et al., 2007). Adotamos $t_{\rm SF} = 100$ Myr como compromisso entre representar a taxa de formação estelar (SFR, *Star Formation Rate*) recente e reduzir o ruído estatístico ao agrupar componentes da base estelar (Cid Fernandes et al., 2004, mostra alguns experimentos). Esta escolha é essencialmente a mesma adotada por González Delgado et al. (2016) em estudos com dados de IFS do levantamento CALIFA, utilizando técnicas semelhantes às aplicadas aqui para analisar a fotometria do J-PLUS.

5.3.2 Brilho superficial em Hα

$\Sigma^0_{\rm H\alpha}$ representa o brilho superficial de Hα, corrigido pela extinção. É obtido a partir do fluxo de Hα e do mapa de profundidade óptica τ estimados com o AlStar. Expressamos $\Sigma^0_{\rm H\alpha}$ em unidades de $7.56 \times 10^7 L_\odot\,{\rm pc}^{-2}$, de modo que seu valor numérico seja equivalente a uma densidade superficial de SFR em $M_\odot\,{\rm yr}^{-1}\,{\rm pc}^{-2}$, assumindo uma relação ${\rm SFR}[M_\odot/{\rm yr}] = (7.56 \times 10^7)^{-1} L^0_{\rm H\alpha}[L_\odot]$[1]. Essa escolha, embora não convencional, facilita a comparação entre $\Sigma^0_{\rm H\alpha}$ e $\Sigma^\star_{\rm SFR}$, sem implicar que toda a emissão de Hα provenha exclusivamente da formação estelar.

[1] Esta relação vem do cálculo da luminosidade de Hα produzida por uma população de estrelas resultante de uma SFH descrita por uma função SFR(t):

$$L^0_{\rm H\alpha} = \frac{h\nu_{\rm H\alpha}}{2.21} \int_0^\infty q_H^{\rm SSP}(t,Z){\rm SFR}(t)\,dt \quad ,$$

onde o 2.21 corresponde ao número de fótons ionizantes ($h\nu > 13.6$ eV) que resultam na emissão de um fóton Hα, e $q_H^{\rm SSP}(t,\,Z)$ é o número de fótons ionizantes produzidos por unidade de tempo e por massa inicial por uma SSP de idade t e metalicidade Z. Como $q_H^{\rm SSP}$ despenca por 5 ordens de grandeza para $t \gtrsim 5$ Myr, assumindo que SFR(t) não varie muito nesse período e usando os modelos espectrais de CB19 para metalicidade solar, chega-se à $L^0_{\rm H\alpha}/L_\odot = 7.56 \times 10^7\,{\rm SFR}/M_\odot\,{\rm yr}^{-1}$. Ver Lacerda (2018) para uma dedução mais detalhada.

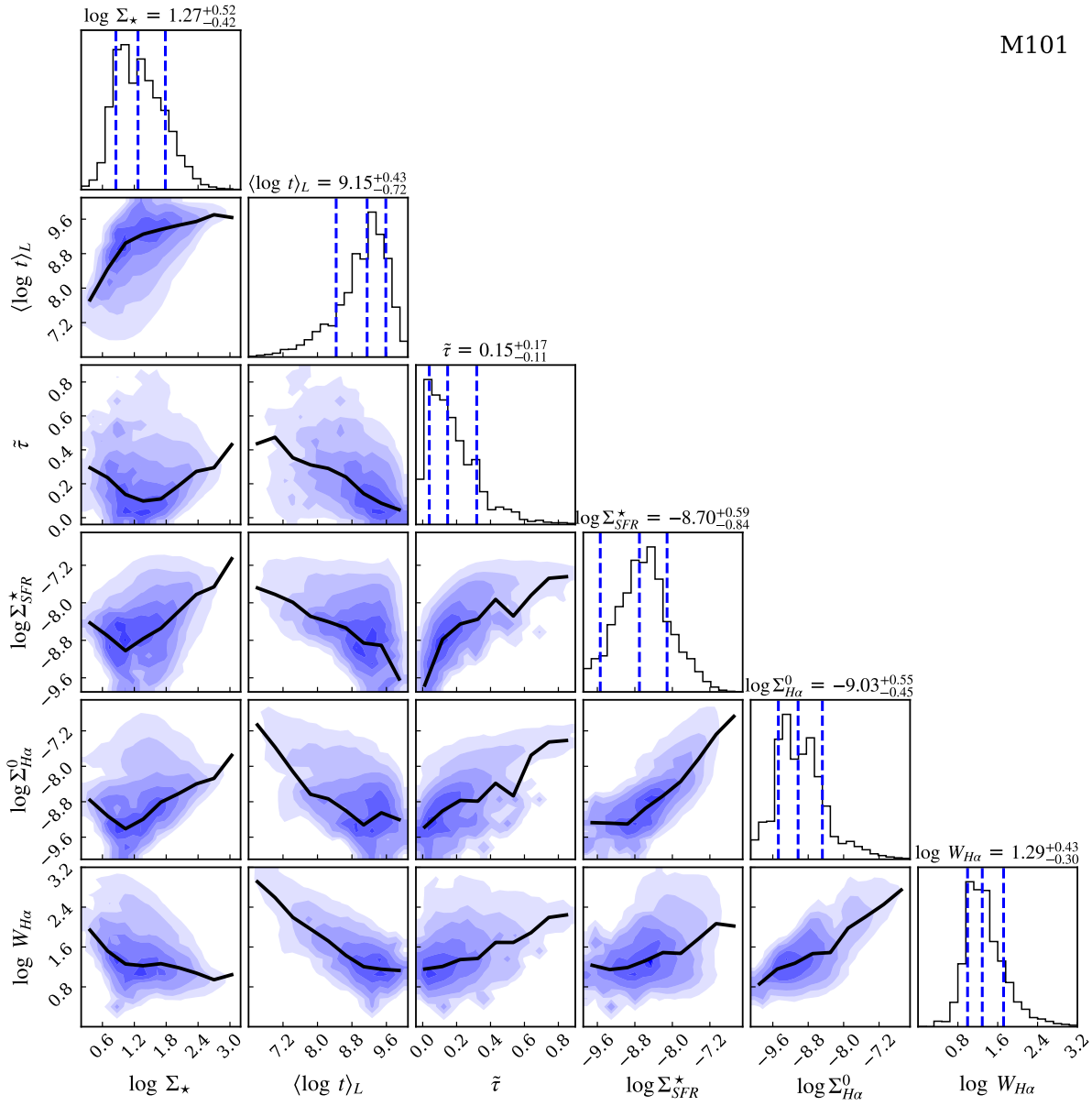


Figura 92 – Relações entre algumas das propriedades derivadas pixel a pixel para a M101. As unidades são $M_{\odot}\mathrm{pc}^{-2}$ para $\Sigma_{\star}$, log yr para $\langle \log t \rangle_L$, $M_{\odot}\mathrm{yr}^{-1}\mathrm{pc}^{-2}$ para $\Sigma^{\star}_{\mathrm{SFR}}$, $7.56 \times 10^7 L_{\odot}\mathrm{pc}^{-2}$ para $\Sigma^{0}_{\mathrm{H}\alpha}$ (de modo que possa ser interpretada como uma estimativa da densidade superficial da SFR), e Å para $W_{\mathrm{H}\alpha}$. Os níveis de contorno correspondem a 5, 11.8, 39.3, 67.5, 86.4, 95, 99% dos níveis equivalentes. Todos os pixels foram utilizados na construção desses contornos, incluindo aqueles agrupados em zonas de Voronoi. Os valores acima de cada histograma são referentes às linhas azuis tracejadas, marcando os percentis 16, 50 e 84%. A curva mediana das correlações é mostrada em preto.

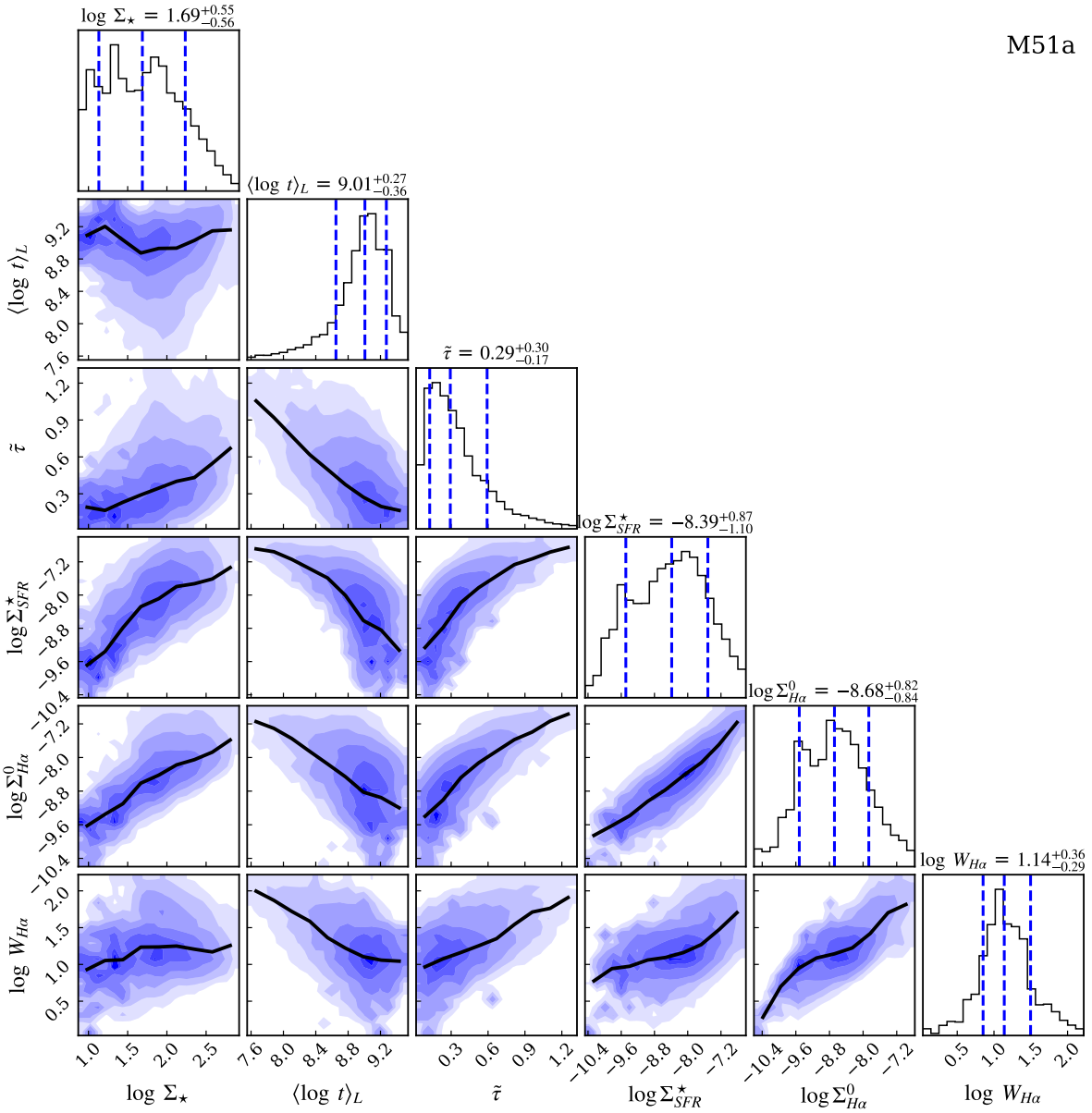


Figura 93 – Como na Figura 92, mas para a M51a.

5.3.3 Análise das Relações de Escala

As Figuras 92 e 93 apresentam as relações entre as propriedades $\Sigma_\star$, $\langle \log t \rangle_L$, $\tilde{\tau}$, $\Sigma_{\rm SFR}$, $\Sigma^0_{\rm H\alpha}$, e $W_{\rm H\alpha}$ para M101 e M51a respectivamente. As correlações são exibidas em diagramas de densidade com sete níveis de contorno. As correlações entre as propriedades obtidas nesses diagramas são consistentes com os resultados de estudos de espectroscopia espacialmente resolvida (como o CALIFA e o MaNGA). No contexto deste trabalho, essas relações são úteis tanto para investigar a física interna das galáxias quanto para validar a capacidade do método de recuperar propriedades realistas a partir apenas dos 12 filtros do J-PLUS.

Na relação idade-densidade ($\langle \log t \rangle_L$ vs. $\Sigma_\star$) em M101 (Figura 92), observa-se uma

clara anticorrelação: regiões com maior densidade superficial de massa estelar tendem a ter populações estelares mais velhas. Isso reflete o gradiente de idade negativo (mais velho no centro), característico do crescimento *inside-out* de galáxias espirais como M101. Em M51a (Figura 93), a relação é mais complexa: a correlação parece mais fraca e com maior dispersão, possivelmente refletindo a perturbação causada pela interação com M51b.

As relações entre os indicadores de SFR ($\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$ e $\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$) e a densidade de massa estelar ($\Sigma_{\star}$) representam a SFMS espacialmente resolvida (Sánchez, Sebastián F., 2020). Ambas as galáxias mostram correlações positivas fortes: regiões mais densas em massa estelar tendem a formar estrelas a uma taxa superficial maior. A inclinação e a normalização dessas relações são consistentes com a literatura (mais detalhes na Seção 5.4.2).

A profundidade óptica $\tilde{\tau}$ é uma medida da coluna de densidade de poeira que, indiretamente, traça a densidade superficial de gás frio. As correlações positivas observadas entre $\tilde{\tau}$ e os indicadores de SFR ($\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$ e $\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$) em ambas as galáxias podem ser interpretadas como uma manifestação da lei de Kennicutt-Schmidt (Schmidt, 1959; Kennicutt J., R. C., 1998), que relaciona as densidades superficiais de SFR e gás frio (atômico e molecular). Regiões com mais gás (e poeira) tendem a formar mais estrelas.

Uma forte anti-correlação é observada entre $W_{\rm H\alpha}$ e $\langle \log t \rangle_L$ também em ambas as galáxias, análoga àquela encontrada em estudos anteriores com dados do SDSS (Cid Fernandes et al., 2005). Regiões dominadas por populações estelares jovens (baixo $\langle \log t \rangle_L$) produzem muita radiação ionizante (alto $L_{\rm H\alpha}$) e pouco contínuo vermelho (denominador de $W_{\rm H\alpha}$ baixo), resultando em alto $W_{\rm H\alpha}$. O oposto ocorre em regiões dominadas por populações velhas, uma vez que contribuem apenas para o contínuo, reduzindo o valor de $W_{\rm H\alpha}$.

A similaridade numérica e a forte correlação entre $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$ e $\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$ são fisicamente esperadas e confirmam a consistência entre dois traçadores independentes da SFR recente. Embora pequenas diferenças se expliquem pelas escalas de tempo distintas (100 Myr em $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$ e ~ 10 Myr em $\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$), pela contribuição do gás ionizado difuso, efeitos estocásticos e outras possibilidades.

No total, 404 771 pixels foram considerados dentro da máscara para a M101 e utilizados nesses diagramas, incluindo aqueles agrupados em zonas de Voronoi. Como resultado, as escalas espaciais amostradas variam de um mínimo de 39 pc até mais de 1 kpc, com um tamanho médio do pixel de aproximadamente 95 pc. Para a M51a, foram 142 579 pixels no total, com escalas espaciais variando de 49 pc até mais de 1 kpc. Embora as tendências discutidas anteriormente sejam relativamente insensíveis a essa questão, é interessante examinar mais detalhadamente os efeitos da resolução espacial linear, o que fazemos na Seção 5.4.1.

5.3.4 Comparação das propriedades globais: M101 vs. M51a

Uma análise comparativa das distribuições globais das propriedades, representadas pelos histogramas nas diagonais das Figuras 92 (M101) e 93 (M51a), revela diferenças sistemáticas entre as duas galáxias. Os valores indicados acima de cada histograma correspondem às linhas azuis tracejadas, que marcam os percentis de 16, 50 e 84%.

A densidade superficial de massa estelar é significativamente maior em M51a, com uma estatística de $\log \Sigma_\star[M_\odot/pc^2] = 1.69^{+0.55}_{-0.36}$, enquanto para M101 tem-se $1.27^{+0.52}_{-0.47}$, indicando que a M51a tem uma estrutura globalmente mais densa, possivelmente devido a um bojo mais proeminente ou a um disco intrinsecamente mais massivo por unidade de área. A distribuição de $\Sigma_\star$ em M51a também é mais concentrada em valores altos, enquanto M101 se estende a densidades superficiais mais baixas.

Em termos de idade média ponderada pela luz ($\langle \log t \rangle_L$ [yr]), M51a apresenta uma mediana ligeiramente mais jovem, com uma distribuição mais estreita ($9.01^{+0.27}_{-0.36}$) quando comparada a M101 ($9.15^{+0.43}_{-0.72}$). No entanto, a distribuição de idades em M101 (que é consideravelmente mais larga), apresenta uma cauda proeminente em direção a idades muito jovens ($\lesssim 10^8$ yr) e também estendendo-se a idades mais velhas do que as de M51a, sugerindo uma mistura mais ampla de populações estelares em diferentes estágios evolutivos. M51a, por outro lado, mostra uma distribuição mais concentrada em torno de ~ 1 Gyr.

Outra diferença marcante é na profundidade óptica efetiva de poeira ($\tilde{\tau}$). A distribuição apresenta valores bem maiores para a M51a ($\tilde{\tau} = 0.29^{+0.30}_{-0.17}$) com a mediana sendo quase o dobro da encontrada em M101 ($\tilde{\tau} = 0.15^{+0.17}_{-0.11}$). Além disso, a distribuição em M51a é muito mais larga, alcançando valores de $\tilde{\tau}$ superiores a 1.2, enquanto M101 raramente excede ~ 0.8. Isso indica um conteúdo de poeira substancialmente maior e regiões de maior atenuação em M51a, consistente com os efeitos esperados de uma interação galáctica que pode comprimir o gás e aumentar a opacidade.

Ambos os traçadores de taxa de formação estelar superficial, $\log \Sigma^\star_{\rm SFR}$ e $\log \Sigma^0_{\rm H\alpha}$, mostram medianas mais altas em M51a (≈ -8.39 e -8.68, respectivamente) do que em M101 (≈ -8.70 e -9.03). As distribuições em M51a também são mais largas, estendendo-se a valores ligeiramente mais baixos, mas alcançando picos mais altos do que em M101. Isso sugere que, embora ambas sejam galáxias com formação estelar ativa, a SFR média por unidade de área é maior em M51a.

Por último, para a largura equivalente de Hα tem-se valores mais altos para a M101 ($\log W_{\rm H\alpha}[\text{Å}] = 1.29^{+0.43}_{-0.30}$) do que para a M51a ($1.14^{+0.36}_{-0.29}$). Mais significativamente, a dis-

tribuição em M101 é muito mais larga e assimétrica, estendendo-se a valores extremamente altos ($W_{\mathrm{H}\alpha} > 300$ Å), indicativos de regiões de formação estelar muito jovens ou *bursts*. M51a, por outro lado, possui uma distribuição mais estreita e concentrada em valores intermediários, com poucos pixels atingindo $W_{\mathrm{H}\alpha}$ tão elevados quanto em M101. Isso sugere que M101 pode ter regiões H II individualmente mais luminosas ou mais jovens em relação ao contínuo subjacente. Esse *burst* pode ter sido induzido pela interação recente com a NGC 5474 (Linden; Mihos, 2022).

Em resumo, a comparação global indica que M51a é, em média, mais densa, mais empoeirada e possui uma maior taxa de formação estelar superficial do que M101. Contudo, M101 apresenta regiões mais jovens com formação estelar pontualmente mais intensa (maior $W_{\mathrm{H}\alpha}$) do que M51a. Essas diferenças podem refletir seus distintos históricos de interação e evolução.

5.4 Efeitos de amostragem

Correlações como as exploradas anteriormente são, em princípio, dependentes da escala espacial, pois, em tamanhos de pixel muito pequenos, algumas propriedades perdem seu significado físico. Por exemplo, não faz sentido definir uma taxa de formação estelar se o pixel cobre apenas uma única região H II; para que a SFR faça sentido, a observação deve cobrir várias regiões H II de diferentes idades.

Nosso conjunto de dados é ideal para investigar tais efeitos de amostragem. Para isso, limitamos inicialmente a análise aos pixels não agrupados (não binados pelo Voronoi) do cubo de dados. Em seguida, repetimos toda a análise aplicando diferentes níveis de reamostragem, de forma que os tamanhos de pixel equivalentes passam a ser progressivamente maiores. Para cada um desses cubos reamostrados, reavaliamos as correlações entre as propriedades de cada pixel.

5.4.1 $\Sigma^{\star}_{\mathrm{SFR}} - \Sigma_{\mathrm{H}\alpha}$ em diferentes resoluções

Em M101, após a binagem 2×2 realizada na etapa de pré-processamento (ver Seção 2.5), nossos pixels têm $s = 39$ pc de lado, sendo esta nossa maior resolução espacial. Reanalisamos este mesmo cubo após reamostrá-lo para $s = 290$, 502 e 1004 pc.

A Figura 94 explora a relação entre $\Sigma^{\star}_{\mathrm{SFR}}$ e $\Sigma^{0}_{\mathrm{H}\alpha}$ em M101 em diferentes escalas espaciais (s). Nesta análise, focamos apenas nos pixels em que ambos os estimadores podem ser seguramente atribuídos à formação estelar recente. Para garantir isso, impomos duas condições: uma contribuição mínima de $x_{\mathrm{SF}} \geq 10\%$ de populações com idades

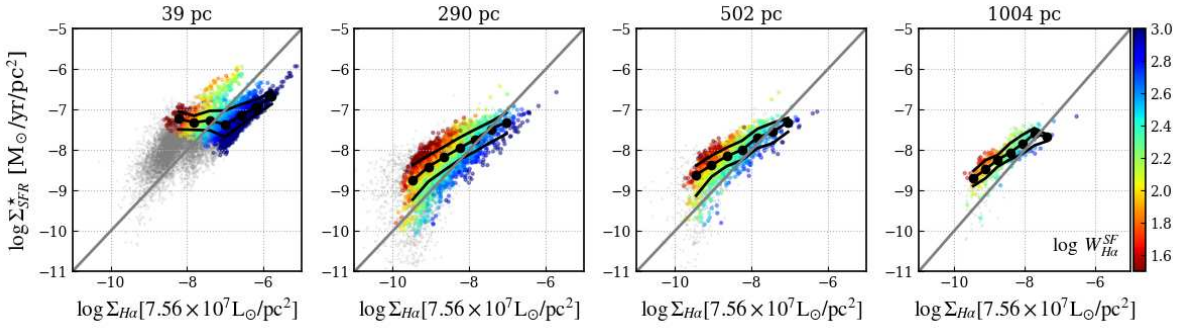


Figura 94 – Relação entre os estimadores da densidade superficial de SFR baseados nas populações estelares ($\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$) e na emissão de Hα ($\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$), para diferentes tamanhos de pixel: $s = 39$ (esquerda), 290, 502 e 1004 (direita) pc. Os pontos são coloridos de acordo com o logaritmo de $W^{\rm SF}{\rm H}\alpha$, a largura equivalente de Hα medida em relação ao contínuo gerado apenas por populações com idades $t_{\rm SF} \leq 100$ Myr. As linhas pretas representam os percentis de 16, 50 (mediana) e 84%. Os pontos em cinza correspondem a (i) pixels agrupados em zonas de Voronoi (apenas no painel da esquerda), (ii) àqueles em que populações com $t \leq 100$ Myr contribuem com menos de 10% para o contínuo em 5635 Å, ou (iii) a regiões com $W_{\rm H\alpha} < 10$ Å (ver texto).

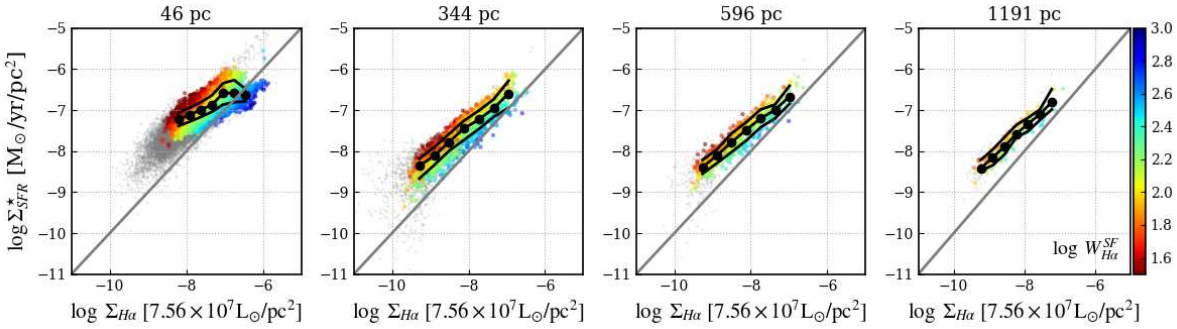


Figura 95 – Assim como na Figura 94, mas para M51.

$t \leq t_{\rm SF} = 100$ Myr para o fluxo em 5635 Å, e um valor de $W_{\rm H\alpha} \geq 10$ Å. Pixels que não atendem a esses critérios são mostrados em cinza. Para evitar uma mistura de escalas espaciais, também colorimos em cinza os pixels agrupados em zonas de Voronoi, o que afeta apenas o painel de $s = 39$ pc, já que os demais cubos não passaram por essa binagem.

As mudanças na relação $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$–$\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$ de $s = 39$ (*à esquerda*) até 1004 pc (*à direita*) são evidentes na Figura 94. O espalhamento diminui conforme o tamanho do pixel aumenta: o desvio padrão de $\Delta = \log \Sigma^{\star}_{\rm SFR} - \log \Sigma_{\rm H\alpha}$ cai de 0.54 dex em $s = 39$ pc para 0.30 dex em $s = 1004$ pc. Mais interessante ainda, o painel de $s = 39$ pc difere notavelmente dos demais, exibindo uma curva mediana quase plana em boa parte do eixo x, em contraste com a correlação positiva observada a partir de $s \geq 290$ pc.

O espalhamento também se relaciona com a cor dos pontos, o valor de $W^{\rm SF}_{\rm H\alpha} = W_{\rm H\alpha}/x_{\rm SF}({\rm H}\alpha)$, onde o denominador representa a fração do contínuo em 6563 Å associada

a populações com $t_{\rm SF} \leq 100$ Myr. Essa correção aproximada visa compensar a diluição de $W_{\rm H\alpha}$ pela contribuição de populações estelares velhas ao contínuo sob Hα, facilitando a comparação com modelos simples de evolução de $\rm W_{H\alpha}$ para regiões H II individuais (Dottori, 1981).

Atribuímos esse comportamento a efeitos estocásticos: em $s = 39$ pc, a amostragem cobre um número insuficiente de regiões H II para satisfazer a média temporal implícita na conversão de $L_{\rm H\alpha}$ em SFR. Qualquer relação do tipo $\rm SFR = \it k_{\rm H\alpha} L_{\rm H\alpha}$ pressupõe que a taxa de formação estelar permaneça aproximadamente constante nos últimos 5–10 Myr. Para que essa hipótese seja válida, a abertura (ou pixel) deve abranger diversas regiões H II de idades diferentes, permitindo uma média espacial mínima. A Figura 94 mostra claramente que $s = 39$ pc é pequeno demais para isso, o que não surpreende, já que essa escala é da ordem do tamanho típico de uma única região H II.

De fato, a curva mediana quase horizontal no painel de 39 pc (Figura 94) é qualitativamente compatível com o que se esperaria para um surto instantâneo (*instantaneous burst*) de formação estelar. Nesse caso, $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$ corresponderia simplesmente à massa do *burst* dividida por $t_{\rm SF}$ e pela área do pixel, enquanto a luminosidade em Hα diminuiria à medida que o surto envelhece, movendo o ponto da direita para a esquerda no diagrama, com $W_{\rm H\alpha}$ também decrescendo, exatamente como mostram nossos resultados. Este processo pode ser modelado quantitativamente, mas deixaremos esta análise para um estudo futuro.

A partir de $s = 290$ pc, os efeitos de amostragem tornam-se praticamente desprezíveis. A relação $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$–$\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$ passa a apresentar menor dispersão e se aproxima mais da bissetriz. Um gradiente de $W^{\rm SF}_{\rm H\alpha}$ ainda é visível, variando aproximadamente de forma perpendicular à relação principal. Essa tendência reflete variações no histórico recente de formação estelar (SFH) ao longo dos últimos 100 Myr; regiões com SFHs mais concentradas em tempos recentes apresentam valores mais altos de $W^{\rm SF}_{\rm H\alpha}$, em concordância com os resultados obtidos pelo AlStar.

Embora diferentes fatores possam explicar o leve desvio e a pequena não linearidade observada na relação $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$–$\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$, não aprofundamos essa discussão neste trabalho. Considerando a natureza distinta desses dois estimadores, o nível de concordância observado é, na realidade, melhor do que o esperado.

Resultados análogos são observados para M51a, cujas escalas espaciais ($s = 46$, 344, 596 e 1192 pc) são comparáveis às de M101 devido às distâncias semelhantes das duas galáxias. O comportamento geral é o mesmo: o espalhamento na relação $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$–$\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$ diminui conforme aumenta a escala espacial, enquanto a coloração por $W_{\rm H\alpha}$ evidencia a estratificação das regiões de formação estelar, especialmente para a menor escala. Entretanto, algumas diferenças sutis se destacam; a relação em M51a aparenta ser ligeiramente

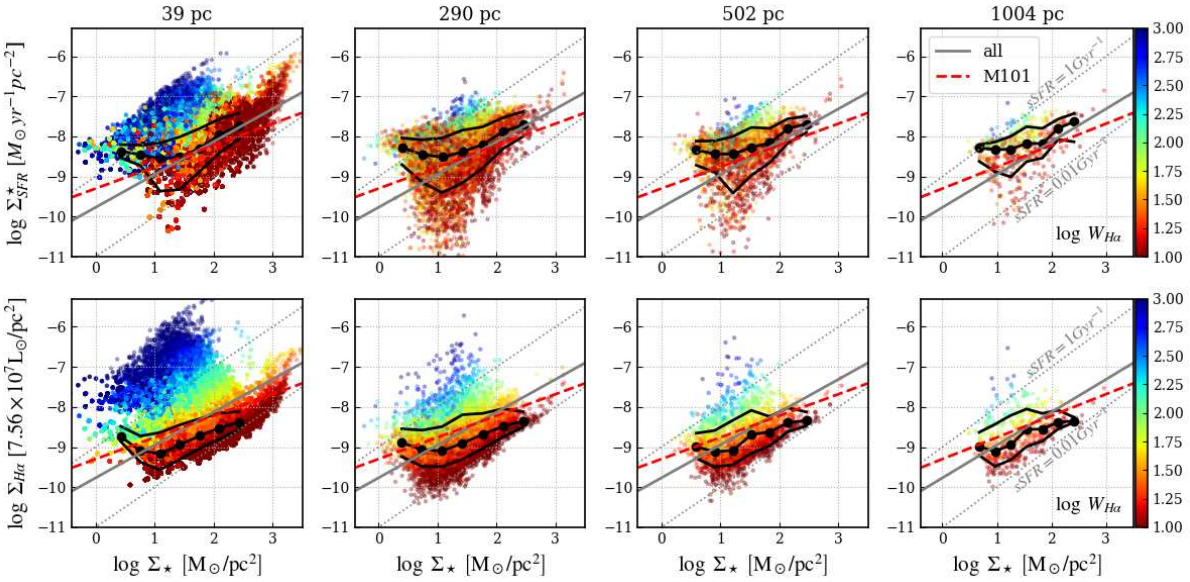


Figura 96 – A sequência principal de formação estelar espacialmente resolvida em M101 para diferentes resoluções espaciais. Os painéis superiores mostram $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$ em função de $\Sigma_{\star}$ para todos os pixels, enquanto os inferiores apresentam $\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$ versus $\Sigma_{\star}$ apenas para pixels com $W_{\rm H\alpha} > 3$ Å. O tamanho dos pixels aumenta da esquerda para a direita, conforme indicado. Os pontos são coloridos de acordo com o logaritmo de $W_{\rm H\alpha}$. As linhas pretas contínuas indicam os percentis de 16, 50 e 84, enquanto as linhas cinzas tracejadas representam sSFR de 0.01 e 1 Gyr^{-1}. As relações obtidas por Enia et al. (2020) para M101 e para a amostra total são mostradas pelas linhas cinza contínua e vermelha tracejada, respectivamente.

mais linear e apresenta um pequeno deslocamento sistemático, com valores de $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$ tendendo a ser superiores aos de $\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$. Essa discrepância pode refletir variações nas histórias de formação estelar recentes ou diferenças na fração do gás ionizado difuso entre as duas galáxias, um ponto que será explorado em estudos futuros.

5.4.2 A sequência principal espacialmente resolvida em diferentes resoluções

A Figura 96 investiga como a SFMS espacialmente resolvida varia com a escala espacial dos pixels para M101. Isso é feito tanto em termos de $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$ (painéis superiores) quanto de $\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$ (painéis inferiores). Nenhuma máscara foi aplicada aos valores de $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$, de modo que todos os pixels foram incluídos. Para os painéis de $\Sigma^{0}_{\rm H\alpha}$, foram excluídos os pixels com $W_{\rm H\alpha} < 3$ Å, cujas emissões de linha são provavelmente dominadas por estrelas velhas, em vez de formação estelar (Cid Fernandes et al., 2011); entretanto, esse corte tem efeito desprezível em M101. Os pontos estão coloridos de acordo com o valor de log $W_{\rm H\alpha}$.

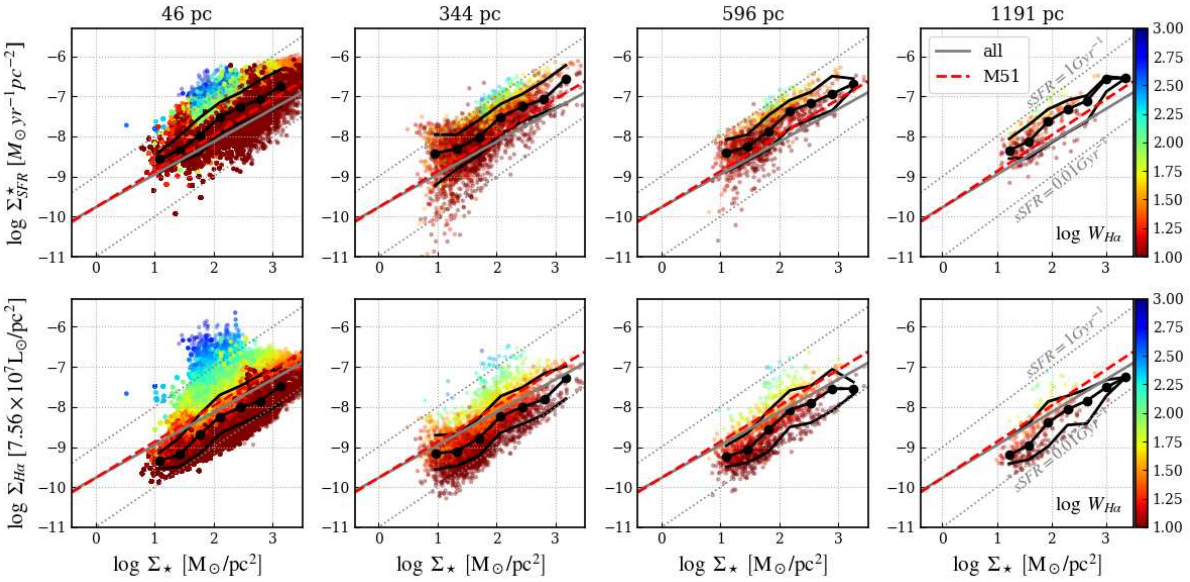


Figura 97 – Como na Figura 96 mas para a M51.

Como esperado da discussão anterior, a dispersão diminui substancialmente da esquerda para a direita, isto é, conforme o tamanho do pixel (s) aumenta. Embora o painel de maior resolução (à esquerda) ainda siga uma tendência semelhante à SFMS, a dispersão é bastante elevada, com praticamente todos os pixels com $W_{\mathrm{H}\alpha} > 100$ Å situando-se acima da curva de 84%. Esse comportamento ocorre porque a estatística inclui pixels agrupados em zonas de Voronoi, que tendem a se concentrar na região inferior esquerda da figura. De fato, o tamanho médio das zonas neste painel é de 95 pc, em vez do tamanho de pixel individual de 39 pc. Em todo caso, a principal mensagem desse resultado é que a SFMS não deve ser analisada em resoluções espaciais muito altas, como já discutido em trabalhos anteriores.

Ao passar para painéis de resoluções menores (maior s), nos quais os efeitos das zonas de Voronoi são inexistentes, observa-se que a relação mediana $\Sigma^{\star}_{\mathrm{SFR}}(\Sigma_\star)$ se mantém aproximadamente constante nos três painéis mais à direita da Figura 96, com as faixas de 16–84% tornando-se progressivamente mais estreitas à medida que s aumenta. Essas faixas coincidem, na maior parte do diagrama, com a linha cinza contínua, que representa o ajuste de Enia et al. (2020) para a SFMS espacialmente resolvida em galáxias espirais próximas (com resolução de 280 pc). Nossas curvas também coincidem com a relação obtida por Enia et al. (2020) especificamente para M101 (linha vermelha tracejada na Figura 96).

Comentários análogos aplicam-se aos painéis inferiores da Figura 96, que mostram a versão baseada em Hα da SFMS. Um comportamento interessante observado é que a relação mediana $\Sigma^{0}_{\mathrm{H}\alpha}(\Sigma_\star)$ converge gradualmente para a curva de Enia et al. (2020) conforme a resolução espacial diminui. Essa convergência pode ser atribuída às diferentes

escalas temporais envolvidas nos dois métodos. Enquanto Enia et al. (2020) derivam suas taxas de formação estelar a partir do fluxo no ultravioleta distante (FUV), sensível a uma SFR aproximadamente constante nos últimos ∼100 Myr, o traçador Hα reflete uma escala temporal muito menor (∼10 Myr). Em pequenas regiões da galáxia, é natural que a SFR varie significativamente ao longo de 100 Myr (por exemplo, conforme a passagem de um braço espiral). Por outro lado, em regiões maiores, essas variações se compensam, de modo que os traçadores de curta e longa escala temporal convergem para um valor médio global. Essa equivalência entre médias espaciais e temporais explica a convergência gradual observada entre nosso traçador baseado em Hα e no FUV de Enia et al. (2020).

Em todos os painéis da Figura 96, observa-se a presença de pontos verdes e azuis situados acima da sequência principal. Esses pixels, com $W_{\mathrm{H}\alpha} \gtrsim 100$ Å, correspondem a regiões em *"burst mode"*, apresentando taxas específicas de formação estelar (sSSF = $\dot{\Sigma} \star / \Sigma\star$) da ordem de 1 Gyr^{-1} ou maiores. Esse excesso de SFR é mais pronunciado em $\Sigma^{0}_{\mathrm{H}\alpha}$ do que em $\Sigma^{\star}_{\mathrm{SFR}}$, devido às diferentes escalas temporais amostradas por cada estimador.

6 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Ao longo desta tese desenvolvemos, testamos e aplicamos uma metodologia inovadora para recuperar propriedades físicas de galáxias a partir de fotometria multibanda do S-PLUS e do J-PLUS, utilizando o código de síntese fotoespectral AlStar. O objetivo principal foi explorar o potencial desses levantamentos fotométricos como alternativa de baixo custo e grande cobertura espacial aos levantamentos espectroscópicos tradicionais, como o CALIFA, MaNGA e MUSE, possibilitando análises análogas às de IFS, porém aplicadas a grupos e aglomerados de galáxias completos.

Os objetivos foram alcançados com sucesso através de dois segmentos principais: (i) o desenvolvimento de uma *pipeline* de pré-processamento de dados (Capítulo 2) e (ii) o aprimoramento e aplicação do código de síntese espectral AlStar (Capítulo 3), que inclui inovações metodológicas cruciais, como o *prior* empírico para separar linhas de emissão. As ferramentas e métodos aqui desenvolvidos demonstraram ser robustos, abrindo um novo caminho para estudos estatísticos da evolução interna das galáxias.

6.1 Principais resultados

6.1.1 Validação e testes com simulações

Nosso primeiro estudo, apresentado em Thainá-Batista et al. (2023) (Capítulo 4), consistiu em validar o desempenho do AlStar aplicado à fotometria do S-PLUS. Para isso, comparamos nossos resultados obtidos com o AlStar para a fotometria sintética do S-PLUS (*output*) com os resultados derivados de uma análise de ajustes espectrais do SDSS (*input*), para uma amostra de 10473 galáxias, considerando um *redshift* de z = 0.01 e um sinal-ruído de 50 na banda r (e cerca de 7 vezes menor na parte azul).

Obtivemos concordância satisfatória tanto para as propriedades de populações estelares quanto para nebulares. Considerando a diferença entre os resultados fotométricos e espectroscópicos dada por $\delta = output - input$, e a estatística pela mediana $\pm\sigma_{\rm NMAD}$, tem-se para as propriedades estelares: $\delta \log M_\star = 0.04 \pm 0.06$ dex, $\delta\langle \log t \rangle_L = -0.03 \pm 0.16$ dex, $\delta\langle \log Z \rangle_L = 0.15 \pm 0.18$ dex e $\delta A_V = -0.03 \pm 0.14$ mag. Para as linhas de emissão [O II], Hβ, [O III], Hα, [N II] e [S II], as diferenças medianas em largura equivalente ($\delta = \log W$) foram, respectivamente: 0.04 ± 0.16, 0.04 ± 0.08, 0.13 ± 0.23, 0.01 ± 0.05, 0.01 ± 0.08 e 0.03 ± 0.13 dex. As dispersões diminuem ainda mais à medida que as linhas se tornam

mais intensas, um resultado notável considerando o caráter puramente fotométrico da análise.

Apresentamos também o primeiro teste de aplicação do método a dados reais, utilizando cubos fotométricos da NGC 1365. Os resultados mostraram que as propriedades nebulares e estelares derivadas do S-PLUS são consistentes com as obtidas por espectroscopia do MUSE. Mesmo com todas as diferenças de resolução e qualidade dos dados, obtivemos estruturas e valores semelhantes para os fluxos de Hα e [O III] (Venturi et al., 2018), de modo que conseguimos mapear um cone de ionização com o S-PLUS. Os mapas de densidade superficial de massa estelar e extinção também se mostraram compatíveis. Essas comparações com a espectroscopia comprovam a robustez do método e consolidam o AlStar como uma ferramenta capaz de obter informações físicas de boa precisão a partir de dados fotométricos. Além disso, as simulações para diferentes *redshifts* (Seção 4.4) mostram que o método se mantém eficaz mesmo quando Hα e [N II] saem do filtro estreito $J0660$, com alguma perda de precisão em propriedades nebulares, mas nenhuma em propriedades estelares. Esse resultado amplia a faixa de aplicabilidade do método para além das galáxias mais próximas.

6.1.2 Aplicações: grupos M101 e M51

A segunda etapa desta tese consistiu na aplicação da metodologia desenvolvida a grupos de galáxias, focando no estudo de galáxias em ambientes de grupo.

Grupo M101

A metodologia foi aplicada ao grupo M101 em Thainá-Batista et al. (2025) (Capítulo 5). Derivamos mapas de propriedades de populações estelares e nebulares a partir de cubos fotométricos do J-PLUS. Para a galáxia principal, M101, nossos resultados reproduzem de forma consistente tendências estabelecidas na literatura, como o aumento do fluxo de [O III] em direção às regiões externas (Croxall et al., 2016), gradientes negativos de metalicidade nebular (Kennicutt R. C., J.; Bresolin; Garnett, 2003) e estelar, além dos mapas de densidade superficial de massa estelar ($\Sigma_\star$) e de taxa de formação estelar ($\Sigma^\star_{\rm SFR}$). Considerando todas as galáxias do grupo, obtivemos gradientes negativos de idade, compatíveis com um cenário de formação *inside-out*, exceto nas galáxias anãs, que apresentam perfis mais planos. Adicionalmente, gradientes negativos de metalicidade nebular foram detectados em todas as galáxias. O conjunto desses resultados, combinado com as demais relações de escala investigadas, pinta um quadro coerente: o grupo M101 é um sistema dinamicamente jovem. A formação estelar generalizada, observada em todos os membros, corrobora essa interpretação, indicando que as galáxias do grupo ainda não sofreram processos substanciais de *quenching* ambiental.

Grupo M51

Posteriormente, no terceiro trabalho (*Thainá-Batista et. al, submetido*) expandimos a análise para o grupo M51. Apesar de ambos os grupos (M51 e M101) apresentarem comportamentos semelhantes, como o efeito de *downsizing*, nossos resultados mostram diferenças físicas relevantes. As galáxias apresentam gradientes de idade mais planos. M51a e M63, exibem assinaturas de *outside-in quenching*, e a M51b é a única *retired* do grupo. Obtivemos relações massa-metalicidade nebular planas para todas as galáxias, além de valores globais maiores de metalicidade e atenuação, e valores menores em relação às linhas de emissão, em comparação com M101. O grupo M51 é cerca de quatro vezes mais massivo do que o M101. Essas comparações indicam que o grupo M51 está em um estágio evolutivo mais avançado do que o M101.

Esses resultados reforçam o papel do ambiente (mesmo em grupos de baixa massa) na modulação da evolução das galáxias, afetando o ritmo de formação estelar e o enriquecimento químico local. Em conjunto, a análise comparativa entre os grupos M101 e M51 demonstrou que a metodologia S/J-PLUS + AlStar é uma ferramenta poderosa e eficiente para realizar ciência do tipo IFS em larga escala, capaz de detectar as assinaturas físicas de processos de evolução secular e ambiental nas propriedades internas das galáxias.

6.2 Perspectivas futuras

O sucesso da metodologia desenvolvida neste trabalho abre a porta para diversas perspectivas promissoras, tanto de (i) novas aplicações quanto (ii) melhorias no método.

1. **Aperfeiçoamento da base nebular do AlStar.** Embora os resultados atuais sejam robustos, o código AlStar pode ser refinado. Expandir a base de componentes de emissão, incorporando novas linhas ([O I], [S III], He I, [Ne III], [NeV], ...), ignoradas até agora por simplicidade e por serem mais fracas. Pretende-se também construir uma base calibrada a partir de *spaxels* de levantamentos IFS como MaNGA ou CALIFA em vez de espectros integrados do SDSS. Isso forneceria uma amostragem mais realista das condições de ionização locais.

2. **Exploração de diferentes *priors*.** Testar novos esquemas de restrição da base nebular, incluindo adaptações específicas para AGNs (em particular Seyfert 2). Técnicas de aprendizado de máquina podem eventualmente ser úteis nesse processo de otimizar a seleção de componentes da base espectral.

3. **Expansão para o J-PAS.** A aplicação do método aos filtros do J-PAS per-

mitirá análises com mais profundidade e com precisão ainda maior devido à resolução espectral efetiva ($R \sim 50$) e à cobertura de 56 filtros. Já existem colaborações em andamento nessa direção, (Rodríguez-Martín et al., 2025).

4. **Perfis radiais.** Além das análises bidimensionais em mapas, a construção de perfis radiais representa uma abordagem complementar e quantitativa para comparar propriedades entre diferentes galáxias. De fato, perfis radiais são amplamente utilizados na análise de surveys IFS como o CALIFA (González Delgado et al., 2015, Figura 5). Essa metodologia é especialmente útil para galáxias mais fracas, nas quais as análises 2D são limitadas.

5. **Análises de grupos e aglomerados.** Ampliar a análise para amostras estatisticamente significativas, aplicando o método em grupos e aglomerados próximos (p.e., Grupo de Dourado, aglomerados de Fornax, Hydra e MKW4), explorando diferenças nas propriedades estelares e nebulares, e permitindo quantificar o papel do ambiente na evolução das galáxias, desde grupos de baixa massa até aglomerados ricos e densos. Estudos nessa direção já estão em andamento dentro da colaboração S-PLUS.

6. **Integração com outros comprimentos de onda.** A inclusão de outros dados (GALEX no UV, 2MASS e WISE no IR) permitirá estender o escopo da síntese fotoespectral, cobrindo de forma mais completa as contribuições estelares e nebulares em uma ampla faixa de comprimentos de onda.

7. **Catálogo público de cubos fotométricos do S-PLUS.** A criação de um catálogo público de cubos fotométricos do S-PLUS (extraídos com o *Scubes*), complementado com um "Value Added Catalog" com nossos resultados de síntese espectral, com foco inicial em grupos e aglomerados.

Apesar de extensa, esta lista de projetos é factível, uma vez que contamos com ferramentas já prontas para uso, o "*know-how*" para aprimorá-las e, mais importante, uma equipe de colaboradores apta a levar adiante esses e outros estudos.

"Até mais, e obrigado pelos peixes!"[1]
Douglas Adams, 1992

[1] Original: *So long, and thanks for all the fish.*

REFERÊNCIAS

ALEXEEVA, Sofya; SADAKANE, Kozo; NISHIMURA, Masayoshi; DU, Junju; HU, Shaoming. The NLTE Analyses of Carbon Emission Lines in the Atmospheres of O- and B-type Stars. **Astrophysical Journal**, v. 884, n. 2, 150, p. 150, out. 2019. arXiv: 1909.07702 [astro-ph.SR].

ASARI, N. V.; CID FERNANDES, R.; STASIŃSKA, G.; TORRES-PAPAQUI, J. P.; MATEUS, A.; SODRÉ, L.; SCHOENELL, W.; GOMES, J. M. The history of star-forming galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. **MNRAS**, v. 381, n. 1, p. 263–279, out. 2007. arXiv: 0707.3578 [astro-ph].

BACON, R. et al. The MUSE second-generation VLT instrument. In*:* MCLEAN, Ian S.; RAMSAY, Suzanne K.; TAKAMI, Hideki (ed.). **Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III**. [S.l.*:* s.n.], jul. 2010. v. 7735. (Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series), 773508, p. 773508. arXiv: 2211.16795 [astro-ph.IM].

BACON, R. et al. The SAURON project - I. The panoramic integral-field spectrograph. **MNRAS**, v. 326, n. 1, p. 23–35, set. 2001. arXiv: astro-ph/0103451 [astro-ph].

BALDRY, Ivan K.; GLAZEBROOK, Karl; BRINKMANN, Jon; IVEZIĆ, Željko; LUPTON, Robert H.; NICHOL, Robert C.; SZALAY, Alexander S. Quantifying the Bimodal Color-Magnitude Distribution of Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 600, n. 2, p. 681–694, jan. 2004. arXiv: astro-ph/0309710 [astro-ph].

BALDWIN, J. A.; PHILLIPS, M. M.; TERLEVICH, R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 93, p. 5–19, fev. 1981.

BARRERA-BALLESTEROS, Jorge K. et al. Do galaxy global relationships emerge from local ones? The SDSS IV MaNGA surface mass density-metallicity relation. **MNRAS**, v. 463, n. 3, p. 2513–2522, dez. 2016. arXiv: 1609.01740 [astro-ph.GA].

BELFIORE, Francesco et al. SDSS IV MaNGA - metallicity and nitrogen abundance gradients in local galaxies. **MNRAS**, v. 469, n. 1, p. 151–170, jul. 2017. arXiv: 1703.03813 [astro-ph.GA].

BELL, Eric F.; MCINTOSH, Daniel H.; KATZ, Neal; WEINBERG, Martin D. The Optical and Near-Infrared Properties of Galaxies. I. Luminosity and Stellar Mass Functions. **Astrophysical Journal, Supplement**, v. 149, n. 2, p. 289–312, dez. 2003. arXiv: astro-ph/0302543 [astro-ph].

BENITEZ, N. et al. **J-PAS: The Javalambre-Physics of the Accelerated Universe Astrophysical Survey**. [S.l.*:* s.n.], 2014. arXiv: 1403.5237 [astro-ph.CO].

BICA, E. Population synthesis in galactic nuclei using a library of star clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 195, p. 76–92, abr. 1988.

BLANTON, Michael R. et al. Sloan Digital Sky Survey IV: Mapping the Milky Way, Nearby Galaxies, and the Distant Universe. **The Astronomical Journal**, v. 154, n. 1, 28, p. 28, jul. 2017. arXiv: 1703.00052 [astro-ph.GA].

BLANTON, Michael R. et al. The Galaxy Luminosity Function and Luminosity Density at Redshift z = 0.1. **Astrophysical Journal**, v. 592, n. 2, p. 819–838, ago. 2003. arXiv: astro-ph/0210215 [astro-ph].

BLUCK, Asa F. L.; MAIOLINO, Roberto; SÁNCHEZ, Sebastian F.; ELLISON, Sara L.; THORP, Mallory D.; PIOTROWSKA, Joanna M.; TEIMOORINIA, Hossen; BUNDY, Kevin A. Are galactic star formation and quenching governed by local, global, or environmental phenomena? **MNRAS**, v. 492, n. 1, p. 96–139, fev. 2020. arXiv: 1911.08857 [astro-ph.GA].

BOM, C. R. et al. An extended catalogue of galaxy morphology using deep learning in southern photometric local universe survey data release 3. **MNRAS**, v. 528, n. 3, p. 4188–4208, mar. 2024. arXiv: 2306.08684 [astro-ph.GA].

BOM, C. R. et al. Deep Learning assessment of galaxy morphology in S-PLUS Data Release 1. **MNRAS**, v. 507, n. 2, p. 1937–1955, out. 2021. arXiv: 2104.00018 [astro-ph.GA].

BONOLI, S. et al. The miniJPAS survey: A preview of the Universe in 56 colors. **A&A**, v. 653, A31, a31, set. 2021. arXiv: 2007.01910 [astro-ph.CO].

BRADLEY, Larry; SIPŐCZ, Brigitta; ROBITAILLE, Thomas; TOLLERUD, Erik; VINÍCIUS, Zè; DEIL, Christoph; MORRIS, Brett M.; PERREN, Gabriel. **astropy/photutils: 1.12.0**. [S.l.]: Zenodo, abr. 2024. Disponível em: https://doi.org/10.5281/zenodo.10967176.

BRUZUAL, G. Spectral evolution of galaxies. I. Early-type systems. **Astrophysical Journal**, v. 273, p. 105–127, out. 1983.

BRUZUAL, G.; CHARLOT, S. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. **MNRAS**, v. 344, n. 4, p. 1000–1028, out. 2003. arXiv: astro-ph/0309134 [astro-ph].

BUNDY, Kevin et al. Overview of the SDSS-IV MaNGA Survey: Mapping nearby Galaxies at Apache Point Observatory. **The Astrophysical Journal**, v. 798, n. 1, 7, p. 7, jan. 2015. arXiv: 1412.1482 [astro-ph.GA].

BUZZO, Maria Luisa et al. A new method to detect globular clusters with the S-PLUS survey. **MNRAS**, v. 510, n. 1, p. 1383–1392, fev. 2022.

BYLER, Nell; DALCANTON, Julianne J.; CONROY, Charlie; JOHNSON, Benjamin D. Nebular Continuum and Line Emission in Stellar Population Synthesis Models.

Astrophysical Journal, v. 840, n. 1, 44, p. 44, maio 2017. arXiv: 1611.08305 [astro-ph.GA].

CALZETTI, Daniela. The Dust Opacity of Star-forming Galaxies. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 113, n. 790, p. 1449–1485, dez. 2001. arXiv: astro-ph/0109035 [astro-ph].

CALZETTI, Daniela; KINNEY, Anne L.; STORCHI-BERGMANN, Thaisa. Dust Extinction of the Stellar Continua in Starburst Galaxies: The Ultraviolet and Optical Extinction Law. **Astrophisical Jornal**, v. 429, p. 582, jul. 1994.

CAPPELLARI, Michele; COPIN, Yannick. Adaptive spatial binning of integral-field spectroscopic data using Voronoi tessellations. **MNRAS**, v. 342, n. 2, p. 345–354, jun. 2003. arXiv: astro-ph/0302262 [astro-ph].

CARDELLI, Jason A.; CLAYTON, Geoffrey C.; MATHIS, John S. The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction. **Astrophysical Journal**, v. 345, p. 245, out. 1989.

CENARRO, A. J. et al. J-PLUS: The Javalambre Photometric Local Universe Survey. **A&A**, v. 622, A176, a176, fev. 2019. arXiv: 1804.02667 [astro-ph.GA].

CENARRO, A. J. et al. The Observatorio Astrofísico de Javalambre: current status, developments, operations, and strategies. In*:* OBSERVATORY Operations: Strategies, Processes, and Systems V. [S.l.*:* s.n.], ago. 2014. v. 9149. (Proceedings of SPIE), 91491I, p. 91491i.

CHABRIER, Gilles. Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, IOP Publishing, v. 115, n. 809, p. 763–795, jul. 2003. ISSN 1538-3873.

CHARLOT, S.; FALL, S. Michael. A Simple Model for the Absorption of Starlight by Dust in Galaxies. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 539, n. 2, p. 718–731, ago. 2000. ISSN 1538-4357.

CHEN, Yang; BRESSAN, Alessandro; GIRARDI, Léo; MARIGO, Paola; KONG, Xu; LANZA, Antonio. PARSEC evolutionary tracks of massive stars up to $350 M\odot$ at metallicities $0.0001 \leq Z \leq 0.04$. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 452, n. 1, p. 1068–1080, jul. 2015. ISSN 0035-8711. eprint: https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/452/1/1068/4920265/stv1281.pdf.

CHIES-SANTOS, Ana L. et al. J-PLUS: a catalogue of globular cluster candidates around the M 81/M 82/NGC 3077 triplet of galaxies. **MNRAS**, v. 516, n. 1, p. 1320–1338, out. 2022. arXiv: 2202.11472 [astro-ph.GA].

CID FERNANDES, R. Paleontology of Galaxies: recovering the star formation and chemical enrichment histories from galaxy spectra. **Boletin de la Asociacion Argentina de Astronomia La Plata Argentina**, v. 49, p. 228–237, jan. 2006.

CID FERNANDES, R.; GU, Q.; MELNICK, J.; TERLEVICH, E.; TERLEVICH, R.; KUNTH, D.; RODRIGUES LACERDA, R.; JOGUET, B. The star formation history of Seyfert 2 nuclei. **MNRAS**, v. 355, n. 1, p. 273–296, nov. 2004. arXiv: astro-ph/0408483 [astro-ph].

CID FERNANDES, R.; MATEUS, Abílio; SODRÉ, Laerte; STASIŃSKA, Grażyna; GOMES, Jean M. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method. **MNRAS**, v. 358, n. 2, p. 363–378, abr. 2005. arXiv: astro-ph/0412481 [astro-ph].

CID FERNANDES, R.; STASIŃSKA, G.; MATEUS, A.; VALE ASARI, N. A comprehensive classification of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: how to tell true from fake AGN? **MNRAS**, Oxford University Press (OUP), v. 413, n. 3, p. 1687–1699, mar. 2011. ISSN 0035-8711.

CID FERNANDES, R.; STASIŃSKA, G.; SCHLICKMANN, M. S.; MATEUS, A.; VALE ASARI, N.; SCHOENELL, W.; SODRÉ, L. Alternative diagnostic diagrams and the 'forgotten' population of weak line galaxies in the SDSS. **MNRAS**, v. 403, n. 2, p. 1036–1053, abr. 2010. arXiv: 0912.1643 [astro-ph.CO].

CID FERNANDES, R. et al. Resolving galaxies in time and space. I. Applying STARLIGHT to CALIFA datacubes. **Astronomy & Astrophysics**, v. 557, A86, a86, set. 2013. arXiv: 1304.5788 [astro-ph.CO].

CID FERNANDES, R. et al. The Star Formation Histories of Galaxies: A tour through the STARLIGHT-SDSS database. In*:* REVISTA Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series. [S.l.*:* s.n.], maio 2009. v. 35. (Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series), p. 127–132. arXiv: 0802.0849 [astro-ph].

COLMAN, Tine; TEYSSIER, Romain. On the origin of the peak of the stellar initial mass function: exploring the tidal screening theory. **MNRAS**, v. 492, n. 4, p. 4727–4751, mar. 2020. arXiv: 1911.07267 [astro-ph.SR].

CORBIN, Michael R.; VACCA, William D.; CID FERNANDES, Roberto; HIBBARD, John E.; SOMERVILLE, Rachel S.; WINDHORST, Rogier A. Ultracompact Blue Dwarf Galaxies: Hubble Space Telescope Imaging and Stellar Population Analysis. **Astrophysical Journal**, v. 651, n. 2, p. 861–873, nov. 2006. arXiv: astro-ph/0607280 [astro-ph].

CROXALL, Kevin V.; POGGE, Richard W.; BERG, Danielle A.; SKILLMAN, Evan D.; MOUSTAKAS, John. CHAOS III: Gas-phase Abundances in NGC 5457. **Astrophysical Journal**, v. 830, n. 1, 4, p. 4, out. 2016. arXiv: 1605.01612 [astro-ph.GA].

DARK ENERGY SURVEY COLLABORATION. The Dark Energy Survey: more than dark energy – an overview. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 460, n. 2, p. 1270–1299, mar. 2016. ISSN 0035-8711. eprint: https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/460/2/1270/8117541/stw641.pdf.

DOTTORI, H. A. The equivalent width of the Hβ emission line and the evolution of the H ii regions. **Astrophysics and Space Science**, v. 80, n. 2, p. 267–280, dez. 1981.

DRESSLER, A. Galaxy morphology in rich clusters: implications for the formation and evolution of galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 236, p. 351–365, mar. 1980.

EISENSTEIN, Daniel J. et al. SDSS-III: Massive Spectroscopic Surveys of the Distant Universe, the Milky Way, and Extra-Solar Planetary Systems. **The Astronomical Journal**, v. 142, n. 3, 72, p. 72, set. 2011. arXiv: 1101.1529 [astro-ph.IM].

ENIA, A. et al. A panchromatic spatially resolved analysis of nearby galaxies - I. Sub-kpc-scale main sequence in grand-design spirals. **MNRAS**, v. 493, n. 3, p. 4107–4125, abr. 2020. arXiv: 2001.04479 [astro-ph.GA].

FABER, S. M. et al. Galaxy Luminosity Functions to z~1 from DEEP2 and COMBO-17: Implications for Red Galaxy Formation. **Astrophysical Journal**, v. 665, n. 1, p. 265–294, ago. 2007. arXiv: astro-ph/0506044 [astro-ph].

FABIAN, A. C. Observational Evidence of Active Galactic Nuclei Feedback. **ARAA**, v. 50, p. 455–489, set. 2012. arXiv: 1204.4114 [astro-ph.CO].

FALCÓN-BARROSO, J.; SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; VAZDEKIS, A.; RICCIARDELLI, E.; CARDIEL, N.; CENARRO, A. J.; GORGAS, J.; PELETIER, R. F. An updated MILES stellar library and stellar population models. **A&A**, v. 532, A95, a95, ago. 2011. arXiv: 1107.2303 [astro-ph.CO].

FORBES, Duncan A.; KROUPA, Pavel. What Is a Galaxy? Cast Your Vote Here. **Publications of the Astronomical Society of Australia**, v. 28, n. 1, p. 77–82, mar. 2011. arXiv: 1101.3309 [astro-ph.GA].

GAO, Yulong; EGUSA, Fumi; LIU, Guilin; KOHNO, Kotaro; BAO, Min; MOROKUMA-MATSUI, Kana; KONG, Xu; CHEN, Xiaoyang. The Nuclear Region of NGC 1365: Star Formation, Negative Feedback, and Outflow Structure. **Astrophysical Journal**, v. 913, n. 2, 139, p. 139, jun. 2021. arXiv: 2104.04928 [astro-ph.GA].

GARCÍA-BENITO, R. et al. CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. III. Second public data release. **A&A**, v. 576, A135, a135, abr. 2015. arXiv: 1409.8302 [astro-ph.GA].

GNEDIN, Oleg Y. Tidal Effects in Clusters of Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 582, n. 1, p. 141–161, jan. 2003. arXiv: astro-ph/0302497 [astro-ph].

GONZALEZ, Rafael C.; WOODS, Richard E. **Digital Image Processing**. 3. ed. Upper Saddle River, NJ: Prentice Hall, 2008.

GONZÁLEZ DELGADO, R. M. et al. Spatially-resolved star formation histories of CALIFA galaxies. Implications for galaxy formation. **A&A**, v. 607, A128, a128, nov. 2017. arXiv: 1706.06119 [astro-ph.GA].

GONZÁLEZ DELGADO, R. M. et al. Star formation along the Hubble sequence. Radial structure of the star formation of CALIFA galaxies. **A&A**, v. 590, A44, a44, maio 2016. arXiv: 1603.00874 [astro-ph.GA].

GONZÁLEZ DELGADO, R. M. et al. The CALIFA survey across the Hubble sequence. Spatially resolved stellar population properties in galaxies. **A&A**, v. 581, A103, a103, set. 2015. arXiv: 1506.04157 [astro-ph.GA].

GONZÁLEZ DELGADO, R. M. et al. The miniJPAS survey. Identification and characterization of galaxy populations with the J-PAS photometric system. **Astronomy & Astrophysics**, v. 649, A79, a79, maio 2021. arXiv: 2102.13121 [astro-ph.GA].

GONZÁLEZ DELGADO, R. M. et al. The star formation history of CALIFA galaxies: Radial structures. **A&A**, v. 562, A47, a47, fev. 2014. arXiv: 1310.5517 [astro-ph.CO].

GORDON, Karl D.; CLAYTON, Geoffrey C.; MISSELT, K. A.; LANDOLT, Arlo U.; WOLFF, Michael J. A Quantitative Comparison of the Small Magellanic Cloud, Large Magellanic Cloud, and Milky Way Ultraviolet to Near-Infrared Extinction Curves. **Astrophysical Journal**, v. 594, n. 1, p. 279–293, set. 2003. arXiv: astro-ph/0305257 [astro-ph].

GRÄFENER, G.; KOESTERKE, L.; HAMANN, W.-R. Line-blanketed model atmospheres for WR stars. **A&A**, v. 387, n. 1, p. 244–257, 2002.

GREEN, Andrew W.; CROOM, Scott M.; SCOTT, Nicholas; CORTESE, Luca; MEDLING, Anne M.; D'EUGENIO, Edoardo; TONINI, Chiara; ZAFAR, T. The SAMI Galaxy Survey: Data Release One with emission-line physics value-added products. **MNRAS**, v. 475, n. 1, p. 716–734, mar. 2018. arXiv: 1707.08402 [astro-ph.GA].

GRUEL, Nicolas et al. Calibration plan for J-PAS and J-PLUS surveys. **Proceedings of SPIE - The International Society for Optical Engineering**, v. 8448, set. 2012.

GUNN, J. E.; GOTT, J. R. On the Infall of Matter Into Clusters of Galaxies and Some Effects on Their Evolution. **The Astrophysical Journal**, v. 176, p. 1–19, 1972.

GUTIÉRREZ-SOTO, L. A. et al. J-PLUS: Tools to identify compact planetary nebulae in the Javalambre and southern photometric local Universe surveys. **A&A**, v. 633, A123, a123, jan. 2020. arXiv: 1912.10145 [astro-ph.GA].

HAINICH, R.; PASEMANN, D.; TODT, H.; SHENAR, T.; SANDER, A.; HAMANN, W.-R. Wolf-Rayet stars in the Small Magellanic Cloud - I. Analysis of the single WN stars. **A&A**, v. 581, a21, 2015.

HAINICH, R.; RÜHLING, U.; TODT, H.; OSKINOVA, L. M.; LIERMANN, A.; GRÄFENER, G.; FOELLMI, C.; SCHNURR, O.; HAMANN, W.-R. The Wolf-Rayet stars in the Large Magellanic Cloud - A comprehensive analysis of the WN class. **A&A**, v. 565, a27, 2014.

HAMANN, W.-R.; GRÄFENER, G. A temperature correction method for expanding atmospheres. **A&A**, v. 410, n. 3, p. 993–1000, 2003.

HAMANN, W.-R.; GRÄFENER, G.; LIERMANN, A. The Galactic WN stars - Spectral analyses with line-blanketed model atmospheres versus stellar evolution models with and without rotation. **A&A**, v. 457, n. 3, p. 1015–1031, 2006.

HARTMANN, Eduardo A. et al. S-PLUS: exploring wide field properties of multiple populations in galactic globular clusters at different metallicities. **MNRAS**, v. 515, n. 3, p. 4191–4200, set. 2022. arXiv: 2202.11449 [astro-ph.GA].

HEAVENS, Alan; PANTER, Benjamin; JIMENEZ, Raul; DUNLOP, James. The star-formation history of the Universe from the stellar populations of nearby galaxies. **Nature**, v. 428, n. 6983, p. 625–627, abr. 2004. arXiv: astro-ph/0403293 [astro-ph].

HERPICH, F. R. et al. The Fourth S-PLUS Data Release: 12-filter photometry covering 3000 square degrees in the southern hemisphere. **A&A**, v. 689, A249, a249, set. 2024. arXiv: 2407.20701 [astro-ph.GA].

HÖHLE, Joachim; HÖHLE, Michael. Accuracy assessment of digital elevation models by means of robust statistical methods. **ISPRS Journal of Photogrammetry and Remote Sensing**, v. 64, n. 4, p. 398–406, 2009. ISSN 0924-2716.

HOOK, R. N.; FRUCHTER, A. S. Dithering, Sampling and Image Reconstruction. In*:* MANSET, Nadine; VEILLET, Christian; CRABTREE, Dennis (ed.). **Astronomical Data Analysis Software and Systems IX**. [S.l.*:* s.n.], jan. 2000. v. 216. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series), p. 521.

HOPKINS, Philip F.; HERNQUIST, Lars; COX, Thomas J.; DI MATTEO, Tiziana; ROBERTSON, Brant; SPRINGEL, Volker. A Unified, Merger-driven Model of the Origin of Starbursts, Quasars, the Cosmic X-Ray Background, Supermassive Black Holes, and Galaxy Spheroids. **Astrophysical Journal, Supplement**, v. 163, n. 1, p. 1–49, mar. 2006. arXiv: astro-ph/0506398 [astro-ph].

HOPKINS, Philip F.; HERNQUIST, Lars; COX, Thomas J.; KEREŠ, Dušan. A Cosmological Framework for the Co-Evolution of Quasars, Supermassive Black Holes, and Elliptical Galaxies. I. Galaxy Mergers and Quasar Activity. **Astrophysical Journal, Supplement**, v. 175, n. 2, p. 356–389, abr. 2008. arXiv: 0706.1243 [astro-ph].

HOPKINS, Philip F.; QUATAERT, Eliot; MURRAY, Norman. Self-regulated star formation in galaxies via momentum input from massive stars. **MNRAS**, v. 417, n. 2, p. 950–973, out. 2011. arXiv: 1101.4940 [astro-ph.CO].

HUBBLE, E. P. Cepheids in spiral nebulae. **The Observatory**, v. 48, p. 139–142, maio 1925.

HUBBLE, E. P. Extragalactic nebulae. **Astrophysical Journal**, v. 64, p. 321–369, dez. 1926.

HUBBLE, E. P. **Realm of the Nebulae**. New Haven: Yale University Press, 1936. ISBN 9780300025002.

JONG, Jelte T. A. de et al. The first and second data releases of the Kilo-Degree Survey. **Astronomy & Astrophysics**, EDP Sciences, v. 582, a62, out. 2015. ISSN 1432-0746.

KAUFFMANN, Guinevere et al. Stellar masses and star formation histories for 10^5 galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. **MNRAS**, v. 341, n. 1, p. 33–53, maio 2003. arXiv: astro-ph/0204055 [astro-ph].

KENNICUTT ROBERT C., Jr.; BRESOLIN, Fabio; GARNETT, Donald R. The Composition Gradient in M101 Revisited. II. Electron Temperatures and Implications for the Nebular Abundance Scale. **Astrophysical Journal**, v. 591, n. 2, p. 801–820, jul. 2003. arXiv: astro-ph/0303452 [astro-ph].

KENNICUTT JR., Robert C. The Global Schmidt Law in Star-forming Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 498, n. 2, p. 541–552, maio 1998. arXiv: astro-ph/9712213 [astro-ph].

KEWLEY, L. J.; GROVES, B.; KAUFFMANN, G.; HECKMAN, T. The host galaxies and classification of active galactic nuclei. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), v. 372, n. 3, p. 961–976, nov. 2006. ISSN 1365-2966.

KRON, R. G. Photometry of a complete sample of faint galaxies. **Astrophysical Journal, Supplement**, v. 43, p. 305–325, jun. 1980.

LACERDA, Eduardo Alberto Duarte. **Gás ionizado difuso em galáxias do CALIFA survey**. 2018. Tese de Doutorado – Universidade Federal de Santa Catarina (UFSC), Florianópolis, SC, Brasil.

LACERDA, Eduardo Alberto Duarte; HERPICH, Fábio R.; THAINÁ-BATISTA, Júlia; OLIVEIRA SCHWARZ, Gustavo Bernard; SAMPAIO CARVALHO, Maiara; SASSE, Victor Hugo; FERNANDES, Roberto Cid; R. LOPES, Amanda. **splus-collab/s-cubes: S-Cubes v2.2.0**. [S.l.]: Zenodo, jan. 2026. Disponível em: https://doi.org/10.5281/zenodo.18420199.

LANZ, Thierry; HUBENY, Ivan. A Grid of NLTE Line-blanketed Model Atmospheres of Early B-Type Stars. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, American Astronomical Society, v. 169, n. 1, p. 83–104, mar. 2007.

LANZ, Thierry; HUBENY, Ivan. A Grid of Non-LTE Line-blanketed Model Atmospheres of O-Type Stars. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, American Astronomical Society, v. 146, n. 2, p. 417–441, jun. 2003.

LANZ, Thierry; HUBENY, Ivan. Erratum: "A Grid of Non-LTE Line-blanketed Model Atmospheres of O-Type Stars" (ApJS, 146, 417 [2003]): **The Astrophysical Journal Supplement Series**, American Astronomical Society, v. 147, n. 1, p. 225–225, jul. 2003.

LARSON, R. B.; TINSLEY, B. M.; CALDWELL, C. N. The evolution of disk galaxies and the origin of S0 galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 237, p. 692–707, maio 1980.

LAW, David R. et al. THE DATA REDUCTION PIPELINE FOR THE SDSS-IV MaNGA IFU GALAXY SURVEY. **The Astronomical Journal**, American Astronomical Society, v. 152, n. 4, p. 83, set. 2016. ISSN 1538-3881.

LAWSON, Charles L.; HANSON, Richard J. **Solving least squares problems**. Philadelphia, PA: Society for Industrial e Applied Mathematics (SIAM), 1995. v. 15, p. xii+337. (Classics in Applied Mathematics). Revised reprint of the 1974 original. ISBN 0-89871-356-0.

LEIBUNDGUT, B. et al. MUSE Narrow Field Mode Adaptive Optics Science Verification. **The Messenger**, v. 176, p. 16–19, jun. 2019.

LEITHERER, Claus; OTÁLVARO, Paula A. Ortiz; BRESOLIN, Fabio; KUDRITZKI, Rolf-Peter; FARO, Barbara Lo; PAULDRACH, Adalbert W. A.; PETTINI, Max; RIX, Samantha A. A LIBRARY OF THEORETICAL ULTRAVIOLET SPECTRA OF MASSIVE, HOT STARS FOR EVOLUTIONARY SYNTHESIS. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, American Astronomical Society, v. 189, n. 2, p. 309–335, jul. 2010.

LEITHERER, Claus; SCHAERER, Daniel; GOLDADER, Jeffrey D.; DELGADO, Rosa M. González; ROBERT, Carmelle; KUNE, Denis Foo; DE MELLO, Duília F.; DEVOST, Daniel; HECKMAN, Timothy M. Starburst99: Synthesis Models for Galaxies with Active Star Formation. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 123, n. 1, p. 3–40, jul. 1999. arXiv: astro-ph/9902334 [astro-ph].

LIMA-DIAS, Ciria et al. Bulge-disc decomposition of the Hydra cluster galaxies in 12 bands. **MNRAS**, v. 527, n. 3, p. 5792–5807, jan. 2024. arXiv: 2311.09313 [astro-ph.GA].

LINDEN, Sean T.; MIHOS, J. Christopher. A Dynamical Model of the M101/NGC 5474 Encounter. **The Astrophysical Journal**, v. 933, n. 2, L33, p. l33, jul. 2022. arXiv: 2206.13219 [astro-ph.GA].

LOGROÑO-GARCÍA, R. et al. J-PLUS: Measuring Hα emission line fluxes in the nearby universe. **A&A**, v. 622, A180, a180, fev. 2019. arXiv: 1804.04039 [astro-ph.GA].

LONGAIR, Malcolm S. **Galaxy Formation**. [S.l.: s.n.], 2023.

LOPES, A. R.; SMITH CASTELLI, A. V.; TELLES, E.; THAINÁ-BATISTA, J.; CID FERNANDES, R. Mapping Hα in the Fornax cluster with S-PLUS. **Boletin de la Asociacion Argentina de Astronomia La Plata Argentina**, v. 64, p. 184–186, ago. 2023.

LOPES, A. R. et al. The S-PLUS Fornax Project (S+FP): Mapping Hα+[N II] emission in 77 Fornax galaxy members reaching ∼4 Rvir. **A&A**, v. 699, A331, a331, jul. 2025. arXiv: 2505.16738 [astro-ph.GA].

LÓPEZ-SANJUAN, C. et al. J-PLUS: Toward a homogeneous photometric calibration using Gaia BP/RP low-resolution spectra. **A&A**, v. 683, A29, a29, mar. 2024. arXiv: 2301.12395 [astro-ph.SR].

LUMBRERAS-CALLE, A. et al. J-PLUS: Uncovering a large population of extreme [OIII] emitters in the local Universe. **A&A**, v. 668, A60, a60, dez. 2022. arXiv: 2112.06938 [astro-ph.GA].

LURIDIANA, V.; MORISSET, C.; SHAW, R. A. PyNeb: a new tool for analyzing emission lines. I. Code description and validation of results. **A&A**, v. 573, A42, a42, jan. 2015. arXiv: 1410.6662 [astro-ph.IM].

MARIGO, Paola; BRESSAN, Alessandro; NANNI, Ambra; GIRARDI, Léo; PUMO, Maria Letizia. Evolution of thermally pulsing asymptotic giant branch stars – I. The COLIBRI code. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 434, n. 1, p. 488–526, jul. 2013. ISSN 0035-8711. eprint: https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/434/1/488/18500845/stt1034.pdf.

MARÍN-FRANCH, A et al. Design of the J-PAS and J-PLUS filter systems. v. 8450, set. 2012.

MARÍN-FRANCH, Antonio; TAYLOR, Keith; CENARRO, Javier; CRISTOBAL-HORNILLOS, David; MOLES, Mariano. T80Cam: a wide field camera for the J-PLUS survey. In*:* IAU General Assembly. [S.l.*:* s.n.], ago. 2015. v. 29, 2257381, p. 2257381.

MARINO, R. A.; ROSALES-ORTEGA, F. F.; SÁNCHEZ, S. F.; GIL DE PAZ, A.; VÍLCHEZ, J.; MIRALLES-CABALLERO, D.; ROTH, M. M.; VAN DE VEN, G.; CALIFA TEAM. The O3N2 and N2 abundance indicators revisited: improved calibrations based on CALIFA and T_e-based literature data. **A&A**, v. 559, A114, a114, nov. 2013. arXiv: 1307.5316 [astro-ph.CO].

MARTINS, Lucimara P.; DELGADO, Rosa M. González; LEITHERER, Claus; CERVIÑO, Miguel; HAUSCHILDT, Peter. A high-resolution stellar library for evolutionary population synthesis. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 358, n. 1, p. 49–65, mar. 2005. ISSN 0035-8711. eprint: https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/358/1/49/3492877/358-1-49.pdf.

MENDES DE OLIVEIRA, C. et al. The Southern Photometric Local Universe Survey (S-PLUS): improved SEDs, morphologies, and redshifts with 12 optical filters. **MNRAS**, v. 489, n. 1, p. 241–267, out. 2019. arXiv: 1907.01567 [astro-ph.GA].

MENEZES, R. B. **Espectroscopia 3D de núcleo ativo de galáxias: tratamento e análise de dados no óptico e no infravermelho próximo**. 2012. Tese (Doutorado) –

Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, São Paulo. Tese de Doutorado.

MIRANDA, Henrique et al. Importance of modelling the nebular continuum in galaxy spectra. **A&A**, v. 694, A102, a102, fev. 2025. arXiv: 2412.12060 [astro-ph.GA].

MOFFAT, A. F. J. A Theoretical Investigation of Focal Stellar Images in the Photographic Emulsion and Application to Photographic Photometry. **A&A**, v. 3, p. 455, dez. 1969.

MONTAGUTH, Gissel P. et al. Galaxy evolution in compact groups - I. Revealing a transitional galaxy population through a multiwavelength approach. **MNRAS**, v. 524, n. 4, p. 5340–5356, out. 2023. arXiv: 2307.11825 [astro-ph.GA].

MOORE, Ben; KATZ, Neal; LAKE, George; DRESSLER, Alan; OEMLER, Augustus. Galaxy harassment and the evolution of clusters of galaxies. **Nature**, v. 379, n. 6566, p. 613–616, fev. 1996. arXiv: astro-ph/9510034 [astro-ph].

OSTERBROCK, Donald E.; FERLAND, Gary J. **Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei**. [S.l.: s.n.], 2006.

PAZ, A. Gil de; CARRASCO, E.; GALLEGO, J.; IGLESIAS-PÁRAMO, J.; TERLEVICH, R.; TORRES-PEIMBERT, S.; TRUJILLO, I.; TSAMIS, Y.; VEGA, O. MEGARA, the new intermediate-resolution optical IFU and MOS for GTC: getting ready for the telescope. In: EVANS, Christopher J.; SIMARD, Luc; TAKAMI, Hideki (ed.). **Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VI**. [S.l.]: SPIE, 2016. v. 9908. International Society for Optics e Photonics, 99081k.

PENG, Y.; MAIOLINO, R.; COCHRANE, R. Strangulation as the primary mechanism for shutting down star formation in galaxies. **Nature**, v. 521, p. 192–195, 2015.

PÉREZ, E. et al. The Evolution of Galaxies Resolved in Space and Time: A View of Inside-out Growth from the CALIFA Survey. **The Astrophysical Journal**, v. 764, n. 1, L1, p. l1, fev. 2013. arXiv: 1301.1679 [astro-ph.CO].

PETROSIAN, V. Surface Brightness and Evolution of Galaxies. **Astrophysical Journal Letters**, v. 210, p. l53, dez. 1976.

PLACCO, Vinicius M.; ROEDERER, Ian U.; LEE, Young Sun; ALMEIDA-FERNANDES, Felipe; HERPICH, Fábio R.; PEROTTONI, Hélio D.; SCHOENELL, William; RIBEIRO, Tiago; KANAAN, Antonio. SPLUS J210428.01-004934.2: An Ultra Metal-poor Star Identified from Narrowband Photometry. **The Astrophysical Journal Letters**, American Astronomical Society, v. 912, n. 2, p. l32, maio 2021.

PLAT, A.; CHARLOT, S.; BRUZUAL, G.; FELTRE, A.; VIDAL-GARCÍA, A.; MORISSET, C.; CHEVALLARD, J.; TODT, H. Constraints on the production and escape of ionizing radiation from the emission-line spectra of metal-poor star-forming

galaxies. **MNRAS**, v. 490, n. 1, p. 978–1009, nov. 2019. arXiv: 1909.07386 [astro-ph.GA].

RAHNA, P. T. et al. J-PLUS: Spectroscopic validation of Hα emission line maps in spatially resolved galaxies. **A&A**, v. 695, A200, a200, mar. 2025. arXiv: 2502.05830 [astro-ph.GA].

RAUCH, T. A grid of synthetic ionizing spectra for very hot compact stars from NLTE model atmospheres. **A&A**, v. 403, n. 2, p. 709–714, 2003.

READ, J. I.; WILKINSON, M. I.; EVANS, N. W.; GILMORE, G.; KLEYNA, Jan T. The tidal stripping of satellites. **MNRAS**, v. 366, n. 2, p. 429–437, fev. 2006. arXiv: astro-ph/0506687 [astro-ph].

RICCI, T. V.; STEINER, J. E.; MENEZES, R. B. Integral field unit spectroscopy of 10 early-type galactic nuclei - I. Principal component analysis Tomography and nuclear activity. **MNRAS**, v. 440, n. 3, p. 2419–2441, maio 2014. arXiv: 1403.6840 [astro-ph.GA].

ROBERTS-BORSANI, G. W.; SAINTONGE, A.; MASTERS, K. L.; STARK, D. V. Outflows in star-forming galaxies: Stacking analyses of resolved winds and the relation to their hosts' properties. **MNRAS**, v. 493, n. 3, p. 3081–3097, abr. 2020. arXiv: 2002.05724 [astro-ph.GA].

RODRÍGUEZ-MARTÍN, J. E. et al. The miniJPAS survey: Dissecting galaxy properties across environments with spatially resolved photometry. **arXiv e-prints**, arXiv:2601.08911, arxiv:2601.08911, jan. 2026. arXiv: 2601.08911 [astro-ph.GA].

RODRÍGUEZ-MARTÍN, J. E. et al. The miniJPAS survey: Exploring the spatially resolved capabilities of the J-PAS survey with Py2DJPAS. **A&A**, v. 704, A52, a52, dez. 2025. arXiv: 2509.12327 [astro-ph.GA].

RODRIGUEZ-MERINO, L. H.; CHAVEZ, M.; BERTONE, E.; BUZZONI, A. UVBLUE: A New High-Resolution Theoretical Library of Ultraviolet Stellar Spectra. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 626, n. 1, p. 411–424, jun. 2005.

SALPETER, Edwin E. The Luminosity Function and Stellar Evolution. **Astrophysical Journal**, v. 121, p. 161, jan. 1955.

SAN ROMAN, I. et al. J-PLUS: Two-dimensional analysis of the stellar population in NGC 5473 and NGC 5485. **A&A**, v. 622, A181, a181, fev. 2019. arXiv: 1804.03727 [astro-ph.GA].

SÁNCHEZ, S. F. et al. A characteristic oxygen abundance gradient in galaxy disks unveiled with CALIFA. **A&A**, v. 563, A49, a49, mar. 2014. arXiv: 1311.7052 [astro-ph.CO].

SÁNCHEZ, S. F. et al. CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. **Astronomy & Astrophysics**, EDP Sciences, v. 594, a36, out. 2016. ISSN 1432-0746.

SÁNCHEZ, S. F. et al. CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. I. Survey presentation. **A&A**, v. 538, A8, a8, fev. 2012. arXiv: 1111.0962 [astro-ph.CO].

SÁNCHEZ, S. F. et al. SDSS-IV MaNGA: pyPipe3D Analysis Release for 10,000 Galaxies. **Astrophysical Journal, Supplement**, v. 262, n. 2, 36, p. 36, out. 2022. arXiv: 2206.07062 [astro-ph.GA].

SÁNCHEZ, S. F. et al. SDSS-IV MaNGA: pyPipe3D Analysis Release for 10,000 Galaxies. **Astrophysical Journal, Supplement**, v. 262, n. 2, 36, p. 36, out. 2022. arXiv: 2206.07062 [astro-ph.GA].

SÁNCHEZ, Sebastián F. Spatially Resolved Spectroscopic Properties of Low-Redshift Star-Forming Galaxies. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, Annual Reviews, v. 58, n. 1, p. 99–155, set. 2020. ISSN 1545-4282.

SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; PELETIER, R. F.; JIMÉNEZ-VICENTE, J.; CARDIEL, N.; CENARRO, A. J.; FALCÓN-BARROSO, J.; GORGAS, J.; SELAM, S.; VAZDEKIS, A. Medium-resolution Isaac Newton Telescope library of empirical spectra. **MNRAS**, v. 371, n. 2, p. 703–718, set. 2006. arXiv: astro-ph/0607009 [astro-ph].

SANDER, A.; HAMANN, W.-R.; TODT, H. The Galactic WC stars - Stellar parameters from spectral analyses indicate a new evolutionary sequence. **A&A**, v. 540, a144, 2012.

SARZI, M. et al. Fornax3D project: Overall goals, galaxy sample, MUSE data analysis, and initial results. **A&A**, v. 616, A121, a121, ago. 2018. arXiv: 1804.06795 [astro-ph.GA].

SCHAWINSKI, Kevin et al. The green valley is a red herring: Galaxy Zoo reveals two evolutionary pathways towards quenching of star formation in early- and late-type galaxies. **MNRAS**, v. 440, n. 1, p. 889–907, maio 2014. arXiv: 1402.4814 [astro-ph.GA].

SCHLEGEL, David J.; FINKBEINER, Douglas P.; DAVIS, Marc. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 500, n. 2, p. 525–553, jun. 1998.

SCHMIDT, Maarten. The Rate of Star Formation. **Astrophysical Journal**, v. 129, p. 243, mar. 1959.

SHANKS, T. et al. The VLT Survey Telescope ATLAS. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 451, n. 4, p. 4238–4252, jun. 2015. ISSN 0035-8711. eprint: https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/451/4/4238/3853985/stv1130.pdf.

SMITH CASTELLI, A. V. et al. Photometric and Morphological Analysis of Fornax Galaxies through S-PLUS. **Boletin de la Asociacion Argentina de Astronomia La Plata Argentina**, v. 63, p. 253–255, jul. 2022. arXiv: 2203.00612 [astro-ph.CO].

SMITH CASTELLI, A. V. et al. The S-PLUS Fornax Project (S+FP): A first 12-band glimpse of the Fornax galaxy cluster. **MNRAS**, v. 530, n. 4, p. 3787–3811, jun. 2024. arXiv: 2403.10697 [astro-ph.GA].

STASIŃSKA, G.; ASARI, N. Vale; FERNANDES, R. Cid; GOMES, J. M.; SCHLICKMANN, M.; MATEUS, A.; SCHOENELL, W.; SODRÉ JR, L. Can retired galaxies mimic active galaxies? Clues from the Sloan Digital Sky Survey. **MNRAS**, Oxford University Press (OUP), set. 2008. ISSN 1745-3933.

STASIŃSKA, G.; FERNANDES, R. C.; MATEUS, A.; SODRE, L.; ASARI, N. V. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - III. How to distinguish AGN hosts. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), v. 371, n. 2, p. 972–982, set. 2006. ISSN 1365-2966.

TAYLOR, Edward N. et al. Galaxy And Mass Assembly (GAMA): stellar mass estimates. **MNRAS**, v. 418, n. 3, p. 1587–1620, dez. 2011. arXiv: 1108.0635 [astro-ph.CO].

THAINÁ-BATISTA, J. **Primeiros experimentos com cubos de dados de galáxias do S-PLUS**. Ago. 2021. Diss. (Mestrado) – Universidade Federal de Santa Catarina.

THAINÁ-BATISTA, J. et al. Estimating stellar population and emission-line properties in S-PLUS galaxies. **MNRAS**, v. 526, n. 2, p. 1874–1887, dez. 2023. arXiv: 2309.02194 [astro-ph.GA].

THAINÁ-BATISTA, J. et al. Spatially resolved stellar populations and emission line properties in nearby galaxies with J-PLUS: I. Method and first results for the M101 group. **A&A**, v. 699, A45, a45, jul. 2025. arXiv: 2505.13167 [astro-ph.GA].

TODT, H.; SANDER, A.; HAINICH, R.; HAMANN, W.-R.; QUADE, M.; SHENAR, T. Potsdam Wolf-Rayet model atmosphere grids for WN stars. **A&A**, v. 579, a75, 2015.

TOOMRE, Alar; TOOMRE, Juri. Galactic Bridges and Tails. **Astrophysical Journal**, v. 178, p. 623–666, dez. 1972.

TRIMBLE, Virginia. The 1920 Shapley-Curtis Discussion: Background, Issues, and Aftermath. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 107, p. 1133, dez. 1995.

VAZDEKIS, A.; SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; FALCÓN-BARROSO, J.; CENARRO, A. J.; BEASLEY, M. A.; CARDIEL, N.; GORGAS, J.; PELETIER, R. F. Evolutionary stellar population synthesis with MILES - I. The base models and a new line index system. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), mar. 2010. ISSN 1365-2966.

VENTURI, Giacomo et al. MAGNUM survey: A MUSE-Chandra resolved view on ionized outflows and photoionization in the Seyfert galaxy NGC1365. **A&A**, v. 619, A74, a74, nov. 2018. arXiv: 1809.01206 [astro-ph.GA].

VILELLA-ROJO, G. et al. Extracting Hα flux from photometric data in the J-PLUS survey. **A&A**, v. 580, A47, a47, ago. 2015. arXiv: 1505.07115 [astro-ph.GA].

VUOLO, José Henrique. **Fundamentos da Teoria de Erros**. 2. ed. São Paulo: Editora Blucher, 1996.

WERLE, A.; CID FERNANDES, R.; VALE ASARI, N.; BRUZUAL, G.; CHARLOT, S.; GONZALEZ DELGADO, R.; HERPICH, F. R. Simultaneous analysis of SDSS spectra and GALEX photometry with STARLIGHT: method and early results. **MNRAS**, v. 483, n. 2, p. 2382–2397, fev. 2019. arXiv: 1811.11255 [astro-ph.GA].

WHITTEN, Devin D. et al. The Photometric Metallicity and Carbon Distributions of the Milky Way's Halo and Solar Neighborhood from S-PLUS Observations of SDSS Stripe 82. **Astrophysical Journal**, v. 912, n. 2, 147, p. 147, maio 2021. arXiv: 2104.00016 [astro-ph.GA].

WILLMAN, B.; STRADER, J. "Galaxy," Defined. **The Astronomical Journal**, v. 144, n. 3, 76, p. 76, set. 2012. arXiv: 1203.2608 [astro-ph.CO].

YORK, Donald G. et al. The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary. **The Astronomical Journal**, American Astronomical Society, v. 120, n. 3, p. 1579–1587, set. 2000. ISSN 0004-6256.

APÊNDICE A – PRIMEIRO ARTIGO

"Estimating stellar population and emission-line properties in S-PLUS galaxies"

por J. Thainá-Batista, R. Cid Fernandes, F. R. Herpich et al.

Publicado em *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 526, Issue 2, December 2023*

DOI: https://doi.org/10.1093/mnras/stad2698

Monthly Notices of the ROYAL ASTRONOMICAL SOCIETY

MNRAS **526,** 1874–1887 (2023) https://doi.org/10.1093/mnras/stad2698
Advance Access publication 2023 September 8

Estimating stellar population and emission-line properties in S-PLUS galaxies

J. Thainá-Batista [1]★ R. Cid Fernandes [1] F. R. Herpich [2,3] C. Mendes de Oliveira,[2] A. Werle [4] L. Espinosa,[2] A. Lopes,[5] A. V. Smith Castelli,[5,6] L. Sodré [2] E. Telles,[7] A. Kanaan,[1] T. Ribeiro[8] and W. Schoenell[9]

[1]*Departamento de Física – CFM – Universidade Federal de Santa Catarina, PO Box 476, 88040-900 Florianópolis, SC, Brazil*
[2]*Departamento de Astronomia, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da USP, Cidade Universitária, 05508-900 São Paulo, SP, Brazil*
[3]*Cambridge Astronomy Survey Unit, Institute of Astronomy, Madingley Road, Cambridge CB3 0HA, UK*
[4]*INAF – Osservatorio Astronomico di Padova, Vicolo dell'Osservatorio 5, I-35122 Padova, Italy*
[5]*Instituto de Astrofsica de La Plata, CONICET–UNLP, Paseo del Bosque s/n, B1900FWA La Plata, Argentina*
[6]*Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata, Paseo del Bosque s/n, B1900FWA La Plata, Argentina*
[7]*Observatório Nacional, Rua General José Cristino 77, CEP 20921-400 São Cristóvão, Rio de Janeiro, Brazil*
[8]*NOAO, 950 North Cherry Avenue, Tucson, AZ 85719, USA*
[9]*GMTO Corporation, North Halstead Street 465, Suite 250, Pasadena, CA 91107, USA*

Accepted 2023 September 4. Received 2023 September 3; in original form 2023 July 7

ABSTRACT

We present tests of a new method to simultaneously estimate stellar population and emission-line (EL) properties of galaxies out of the Southern Photometric Local Universe Survey (S-PLUS) photometry. The technique uses the ALSTAR code, updated with an empirical prior that greatly improves its ability to estimate ELs using only the survey's 12 bands. The tests compare the output of (noise-perturbed) synthetic photometry of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) galaxies to properties derived from previous full spectral fitting and detailed EL analysis. For realistic signal-to-noise ratios, stellar population properties are recovered to better than 0.2 dex in masses, mean ages, metallicities, and ±0.2 mag for the extinction. More importantly, ELs are recovered remarkably well for a photometric survey. We obtain input − output dispersions of 0.05–0.2 dex for the equivalent widths of [O II], [O III], Hβ, Hα, [N II], and [S II], and even better for lines stronger than ∼5 Å. These excellent results are achieved by combining two empirical facts into a prior that restricts the EL space available for the fits. (1) Because, for the redshifts explored here, Hα and [N II] fall in a single narrow band (J0660), their combined equivalent width is always well recovered, even when [N II]/Hα is not. (2) We know from SDSS that $W_{\mathrm{H}\alpha+[\mathrm{N\,II}]}$ correlates with [N II]/Hα, which can be used to tell if a galaxy belongs to the left or right wings in the classical Baldwin–Phillips–Telervich (BPT) diagnostic diagram. Example applications to integrated light and spatially resolved data are also presented, including a comparison with independent results obtained with the Multi-Unit Spectroscopic Explorer (MUSE)-based integral field spectroscopy.

Key words: methods: data analysis – techniques: photometric – astronomical data bases: miscellaneous – galaxies: general – galaxies: stellar content.

1 INTRODUCTION

The Southern Photometric Local Universe Survey (S-PLUS) is an ongoing project based on an 80-cm robotic telescope located at Cerro Tololo (Chile), which gathers images on five broad and seven narrow bands spanning the ∼3500–9000 Å range. Like its northern twin, the Javalambre Photometric Local Universe Survey (J-PLUS; Cenarro et al. 2019), the S-PLUS is a multipurpose survey, with applications ranging from Solar system to extragalactic scales. A full description of S-PLUS is given in Mendes de Oliveira et al. (2019). Some of its first results are reported in Barbosa et al. (2020), Molino et al. (2020), Lima-Dias et al. (2021), Whitten et al. (2021), Placco et al. (2021), Nakazono et al. (2021), Lima et al. (2022), and Almeida-Fernandes et al. (2022).

This paper addresses the question of how to use S-PLUS data to characterize the basic stellar population and emission-line (EL) properties of galaxies. Estimates of properties like stellar masses, mean stellar ages, and emission line equivalent widths are to study a variety of science cases in galaxy evolution, like those involving galaxy morphology or environment, as well as in the spatially resolved analysis of nearby galaxies. The literature is plentiful on methods and tools to fit the spectral energy distribution (SED) of galaxies, both for spectroscopic and photometric data (see Conroy 2013; Carnall et al. 2019; Leja et al. 2019). Few, however, have been tested with the S-PLUS filter system, whose peculiar combination of narrow and broad bands calls for simultaneous analysis of stellar and nebular emission components. Vilella-Rojo et al. (2015) and Logroño-García et al. (2019) did explore this issue in the context of J-PLUS, but focusing on the estimation of the Hα fluxes, while Lumbreras-Calle et al. (2022) did so mainly for the [OIII] line in galaxies with extremely intense emission.

★ E-mail: jullia.thainna@gmail.com

© 2023 The Author(s)
Published by Oxford University Press on behalf of Royal Astronomical Society

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

We present a series of experiments with the ALSTAR code, applied to both simulated and actual S-PLUS data. ALSTAR was first presented in González Delgado et al. (2021, hereafter GD21) in a study of galaxies in the mini Javalambre Physics of the Accelerating Universe Astrophysical Survey (miniJPAS; Bonoli et al. 2021). Besides the very different number of bands (12 versus 56), in GD21, all bands potentially contaminated by [O II]3726, 3729, Hβ, [O III]4959, 5007, Hα, and [N II]6548, 6584 were discarded from the analysis, whereas here we do not perform such masking. Instead, we simultaneously model both stellar and nebular emissions using a semi-empirical approach that ensures that the resulting ELs are realistic.

The paper is organized as follows. Section 2 describes the ALSTAR code. Emphasis is given to how we account for ELs, as this is the most innovative aspect of this study. Section 3 presents a series of simulations to evaluate the ability of the code to retrieve stellar and nebular properties out of S-PLUS photometry under different noise levels. The input in these simulations is based on the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) spectra whose stellar populations and ELs have been previously analysed by Werle et al. (2019, hereafter W19) with the STARLIGHT (Cid Fernandes et al. 2005) and DOBBY codes (Vale Asari et al. 2019). Section 4 presents a few example applications to actual S-PLUS data, including the analysis of a data cube of a nearby spiral galaxy. Finally, Section 5 summarizes our main results.

2 SPECTRAL SYNTHESIS

The analysis of galaxy SEDs employing fits with stellar population models dates back to Tinsley and others in the 1970s (see Walcher et al. 2011; Conroy 2013 for reviews). This spectral synthesis approach, as it is sometimes called, has progressed substantially in the last two decades with extensive work on evolutionary tracks and libraries of stellar spectra, resulting in improved models for stellar populations of different ages and metallicities. These key ingredients are used in codes that mix these populations (following either parametric or non-parametric prescriptions) to estimate properties such as stellar masses, mean stellar ages and metallicities, and dust content by comparing the models to spectroscopic (e.g. Asari et al. 2007; Riffel et al. 2009) or photometric data (e.g. da Cunha, Charlot & Elbaz 2008; Noll et al. 2009; Chevallard & Charlot 2016; Carnall et al. 2018).

The ALSTAR code described in this section performs a non-parametric decomposition of the input photometric (and spectroscopic, when available) fluxes in terms of a spectral base composed of stellar populations and, optionally, ELs. The code was introduced and compared with three other codes in GD21 in an analysis of ∼8500 galaxies in the All-Wavelength Extended Groth Strip International Survey (AEGIS) field (the miniJPAS survey; Bonoli et al. 2021). The data comprised photometry covering the ∼3500–9300 Å range obtained with 54 narrow-band filters [full width at half-maximum (FWHM) ∼ 145 Å] spaced by ∼100 Å, plus two broader bands at the blue and red ends. The analysis focused entirely on the stellar population properties retrieved by the different codes. The potential effects of nebular emission on the photometry were circumvented by removing all bands covering the main optical ELs from the fits. The performance of ALSTAR in dealing with ELs was therefore *not* tested in GD21.

While suitable for spectroscopy (or when tens of narrow bands are available), the strategy of (i) masking ELs, (ii) fitting the stellar continuum on the unmasked data, and (iii) measuring ELs from the residual spectrum is clearly not an optimal workflow in the case of S-PLUS. First, ELs are present in all bands, so neglecting their effect in some filters (say, the broad-bands) already limits the precision of the stellar continuum fits. Secondly, the amount of EL information retrievable from such a residual photospectrum would be very limited, with no guarantee that the inferred line fluxes are realistic.

This paper showcases our method to account simultaneously for stellar and nebular emission in ALSTAR. The method applies to any set of filters, but we focus on the 12 S-PLUS bands. We start by summarizing the base of stellar population models employed and how dust attenuation is modelled (Section 2.1). We then present our semi-empirical approach to account for ELs (Section 2.2), and how we tune it to improve the results (Section 2.3).

2.1 Stellar population base and dust attenuation

The main stellar population base used in this work is the same as in GD21 and very similar to the one in W19. Briefly, it contains spectra for 16 logarithmically spaced age bins spanning from $t = 1$ Myr to 14 Gyr, and seven metallicities from $Z = 0.005$ to 3.5 $Z_\odot$, built out of an updated version of the Bruzual & Charlot (2003) models (see Vidal-García et al. 2017; W19 for details on the evolutionary tracks and spectral libraries involved). A Chabrier (2003) initial mass function is adopted.

Dust attenuation is parametrized by the V-band optical depth (τ) and is modelled with a Calzetti et al. (2000) law in all cases in this paper. ALSTAR allows for up to two different values of τ: one applied to the full base ($\tau_{\rm ISM}$) and an extra one ($\tau_{\rm BC}$) to just some components. The motivation is to allow young stars to suffer an extra attenuation due to dust in their surrounding birth clouds (the so-called differential-extinction phenomenon; Calzetti, Kinney & Storchi-Bergmann 1994; Charlot & Fall 2000). The two τs can be either free or tied together. We chose to set $\tau_{\rm BC} = 1.27\tau_{\rm ISM}$ for ≤10 Myr stars (as well as ELs) so that these components are 2.27 times as attenuated as older populations (cf. Calzetti 2001). Other configurations are possible, including some where $\tau_{\rm BC}$ is not necessarily associated with birth clouds, but these will not be explored in this work.

After fitting the photometry, ALSTAR outputs how much each base component contributes to the flux at a chosen reference rest-frame wavelength of 5635 Å, from which other properties like stellar masses and (light or mass weighted) mean ages can be readily computed. To put it in mathematical terms, the model for the stellar spectrum reads

$$M^\star_\lambda = \sum_{j=1}^{n_\star} x_j b^\star_{\lambda,j}\, {\rm e}^{-\tau_j q_\lambda}, \qquad (1)$$

where $b^\star_{\lambda,j}$ is the spectrum of population j (age t_j and metallicity Z_j) scaled to 1 at $\lambda = 5635$ Å, $q_\lambda = \tau_\lambda/\tau_V$ is the reddening law, and $\tau_j = \tau_{\rm ISM}$ for $t_j > 10$ Myr or $\tau_j = \tau_{\rm ISM} + \tau_{\rm BC} = 2.27\tau_{\rm ISM}$ for younger populations. The parameters in this model are the x_j fluxes of the $n_\star$ populations and $\tau_{\rm ISM}$, while $b^\star_{\lambda,j}$ and q_λ are its ingredients.

The fit is repeated $n_{\rm MC} = 100$ times perturbing the input fluxes with the corresponding errors. These Monte Carlo (MC) runs map both noise-induced uncertainties and the degeneracies inherent to spectral synthesis.

2.2 The emission-line base

ELs are accounted for with a novel approach that incorporates them in the spectral base in a constrained manner. Five sets of lines are considered: the [O II]λλ3726, 3729 doublet, [O III]λλ4959,

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

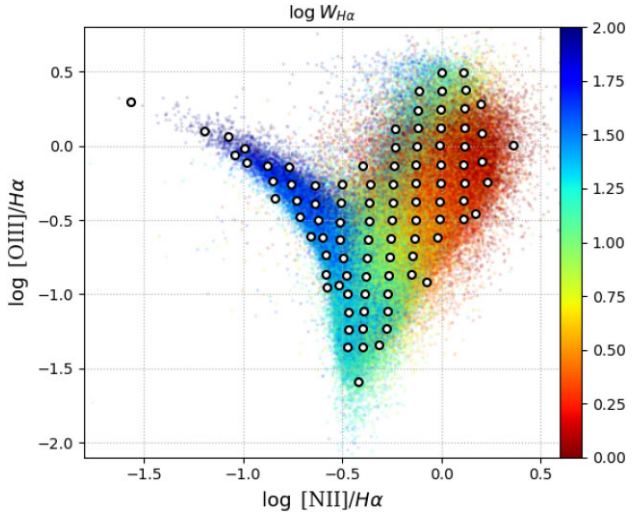


Figure 1. The BPTα diagram for SDSS galaxies (dots, coloured by log $W_{H\alpha}$ [Å]) and our EL base component (white circles). All line fluxes are dereddened, but this is only relevant for the y-axis, which differs from the usual log[O III]/Hβ by $\sim$−0.5 dex.

5007, [N II]$\lambda\lambda$6548, 6584, [S II]$\lambda\lambda$6717, 6731, and the Balmer series (from Hα to Hϵ).[1] Each of these sets has relative line intensity ratios pre-defined by nebular physics. The [O III]5007/[O III]4959 and [N II]6584/[N II]6548 flux ratios are fixed at 3, while the relative strengths of the [S II] lines are fixed at its [S II]6717/[S II]6731 = 1.4 low-density limit, and similarly for [O II]3726/[O II]3729. The relative strengths of Balmer lines are fixed at the values obtained for an H II region with electron temperature 10^4 K and density 10^2 cm^{-3}, as given in the emissivity tables of Dopita & Sutherland (2003).

We impose that all ELs must be present simultaneously, and in proportions found in real galaxies. The way this idea is implemented is illustrated in Fig. 1, which shows the Baldwin–Phillips–Telervich α (BPTα) diagram, a trivial variation over the original Baldwin, Phillips & Terlevich (1981) diagram, where instead of [O III]/Hβ the y-axis shows the dereddened [O III]/Hα flux ratio, a physically irrelevant choice that is convenient here because we define our EL base to have unit flux in Hα. The dots come from a sample of over 200 000 SDSS galaxies analysed in Cid Fernandes et al. (2010), coloured by the Hα equivalent width ($W_{H\alpha}$). White circles show the loci of the $n_{EL} = 94$ components in our EL base. Their coordinates are defined as the mean log line ratios in a grid of 0.125 dex square bins containing at least 200 galaxies, plus a few extra points added to better trace the outer contours of the observed distribution. The values of [O II]/Hα and [S II]/Hα for each component were also defined as the average in each BPTα bin.

The spectrum of each EL base component is built to have unitary Hα flux, Gaussian profiles with $\sigma = 150$ km s^{-1}, and dust-free line ratios defined as explained above. Nebular continuum emission is neglected. Fig. 2 shows a couple of example spectra, along with the corresponding S-PLUS photometry from u_{JAVA} ($\lambda_{pivot} = 3533$ Å) to J0660 ($\lambda_{pivot} = 6614$ Å). The spectra are shifted to redshift $z = 0.01$, such that the main ELs fall within narrow bands, and (for this very reason) typical of the main intended applications. As expected,

[1]We denote [O II]$\lambda\lambda$3726 + 3729, [O III]λ5007, [N II]λ6584, and [S II]$\lambda\lambda$6716 + 6731 by [O II], [O III], [N II], and [S II], respectively. The combination of Hα with both the [N II]$\lambda\lambda$6548, 6584 lines is denoted by Hα N II.

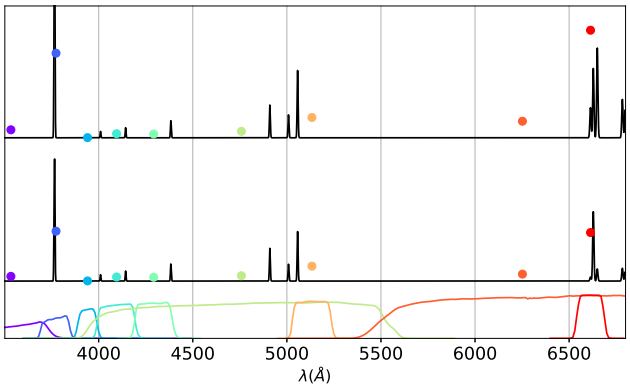


Figure 2. Example EL base spectra corresponding to a typical SF galaxy (bottom) and a retired galaxy (top) – located at (log[N II]/Hα, log[O III]/Hα) = (−0.76, −0.26) and (0.11, −0.13), respectively. Both are redshifted to $z = 0.01$. The coloured points show the corresponding S-PLUS photometric fluxes, multiplied by 10 for clarity. The bottom curves show the S-PLUS filter transmission profiles in the range from u_{JAVA} to J0660.

ELs stand out clearly in the narrow bands. The final effect on the photometry, of course, depends on the stellar continuum to which the lines are added. The contribution of an EL of equivalent width W to a filter of width Δ is $\approx W/(W + \Delta)$. For a star-forming (SF) galaxy like the bottom one in Fig. 2, the EL contribution to J0660 (r) exceeds 50 (9) per cent for $W_{H\alpha} > 119$ Å.

The top EL spectrum in Fig. 2 is typical of that of a retired galaxy, i.e. a galaxy with no ongoing star formation nor relevant nuclear activity, and whose EL are powered only by hot, low-mass evolved stars (Stasińska et al. 2008). These systems have typically $W_{H\alpha}$ of $\sim$1 Å (Cid Fernandes et al. 2011), in which case (and further assuming [N II]/H$\alpha \sim 1.3$) the EL contribution to the J0660 flux would be just $\sim$2 per cent, and negligible to the r band.

By construction, the linear combinations of these components computed by ALSTAR approximately span the space of line ratios observed in real galaxies. The output in this case is the contribution of each component to the Hα flux, to which all other lines are scaled. Mathematically, the EL model spectrum reads

$$M_\lambda^{EL} = \sum_{j=n_\star+1}^{n_\star+n_{EL}} x_j b_{\lambda,j}^{EL}\, e^{-\tau_j q_\lambda}, \qquad (2)$$

where $b_{\lambda,j}^{EL}$ is the EL spectrum normalized to unitary $F_{H\alpha}$ (such as those exemplified in Fig. 2) and x_j is the Hα flux in component j. The total model combines the stellar (equation 1) and EL (equation 2) components: $M_\lambda = M_\lambda^\star + M_\lambda^{EL}$.

As with the stellar components, ELs are attenuated by either $\tau_{ISM}(\lambda)$ or $\tau_{ISM}(\lambda) + \tau_{BC}(\lambda)$, depending on the configuration. In this study, we chose to link the attenuation of the EL base components to that of young stars, which is itself tied to that of the general interstellar medium (ISM).

The fact that both ELs and $\leq$10 Myr stars undergo the same dust attenuation is the only link between stellar populations and ELs imposed in our fits. The model can be easily modified to impose some level of consistency between these two types of components. For instance, instead of treating it as a free parameter, the Hα flux can be computed in terms of the ionizing photon flux produced by the same stars used to model the continuum, effectively linking stellar populations and ELs in an astrophysical way (as done, for instance, in Carnall et al. 2018). Note, however, that even this simple

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

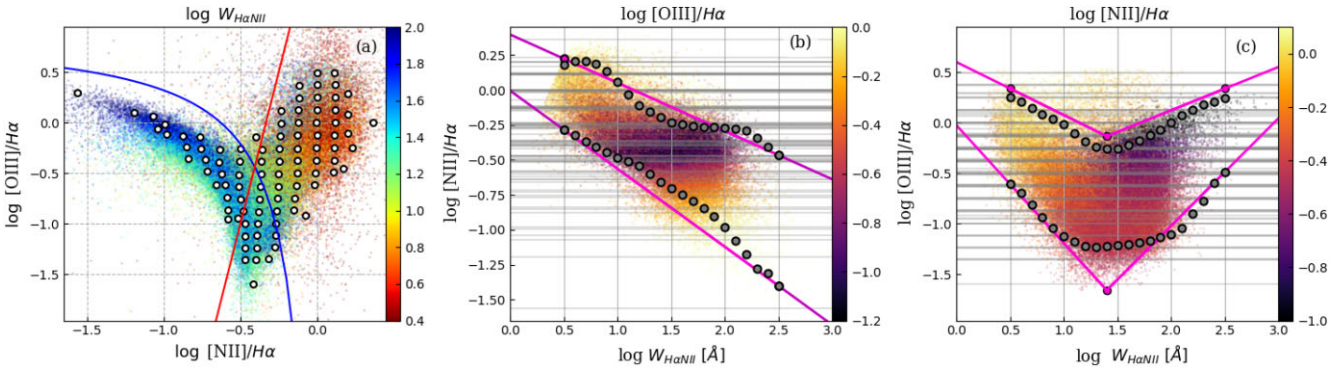


Figure 3. (a) As Fig. 1, but colouring by the log of $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}} = W_{\mathrm{H}\alpha} + W_{[\mathrm{N\,II}]6548} + W_{[\mathrm{N\,II}]6584}$. The blue and red curves are part of the EL base restriction scheme discussed in the text (see Table 1). (b) log[N II]/Hα versus $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}$, coloured by log[O III]/Hβ. (c) Like panel (b), but for [O III]/Hβ, and colour coding by log[N II]/Hα. Dark circles in panels (b) and (c) track the 5 and 95 percentile curves, while horizontal grey lines mark the log line ratios in the full EL base. The magenta lines show the lower and upper limits imposed to limit the EL base for a given $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}$. These limits refine the left/right wing constraints shown in panel (a). Together, they work as a prior that helps estimating EL properties out of the always reliable estimate of $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}$.

refinement requires full confidence on the model stellar spectra in the <912 Å range, as well as a recipe to deal with the dust extinction of these ionizing photons, and an assumption about their escape fraction. Given the uncertainties in all these factors, we opted not to incorporate them in this first study.

2.2.1 *Single emission-line base components do not work*

Before moving on, let us open a parenthesis to dismiss the naive idea that a compact EL base containing just one of the main ELs per component (and zero flux in the other lines) would be preferable to the scheme outlined above.

Besides allowing for arbitrary line ratios, this smaller base would (somewhat counter-intuitively) give much more freedom to the code. Too much freedom, in fact. Consider, for instance, the case of a galaxy with no ELs at all (or very weak ones), but where the filter containing, say, [O III], has a positive noise spike that prevents it from being fitted by the stellar base alone. The code could then simply attribute this extra flux to a non-existent [O III] and fit the observed flux exactly, even if no other EL is found or if it implies [O III]/Hβ > 1000.

This deceivingly simpler base can thus lead to non-physical line ratios and be misused to fit (positive) noise or compensate for deficiencies in the stellar base. This was verified in numerical experiments, which also showed that even when ELs are strong the fits often lead to unrealistic line ratios.

2.3 Equivalent-width-based constraints

The approach of tying all ELs together and constraining them to realistic proportions should provide a reasonable estimate of their effect on the S-PLUS photometry (not only the narrow bands) and hence aid the ALSTAR fits. One should not, however, expect the ELs to be reliably retrieved, as there is not enough information in the 12 S-PLUS bands to properly constrain them in detail.

The main problem is that Hα and the adjacent [N II] lines all fall into a single filter, J0660, centred at 6614 Å and with a FWHM of 147 Å (Mendes de Oliveira et al. 2019). The code should be able to handle well the combined effect of Hα + [N II] on the J0660 filter (as shown by Vilella-Rojo et al. 2015), but disentangling them is a harder task. Tests confirmed that while ALSTAR recovers the combined [N II]6548 + Hα + [N II]6584 equivalent width (hereafter $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}$) very accurately, the [N II]/Hα ratio can come out completely wrong, moving a galaxy from left to right or vice versa in the BPT diagram. Other lines, besides being generally weaker, do not have the ability to distinguish which wing of the BPT 'seagull' a galaxy sits in, seriously limiting the kind of EL-based diagnostic doable with S-PLUS.

A possible strategy to deal with this limitation is to restrict the EL base to just one of the wings, chosen on the basis of ancillary data (say, X-rays). Some sort of base restriction is in order, but this is not a satisfactory general solution. Our challenge here is to mitigate this problem using only S-PLUS data.

We have developed a semi-empirical method to tackle this issue. The key idea is to explore the fact that EL equivalent widths are generally larger in SF than in the so-called active galactic nucleus (AGN) wing.[2] This is clearly seen in Fig. 1. The SF wing is composed almost exclusively by galaxies with $W_{\mathrm{H}\alpha} \gtrsim 50$ Å (painted in green–blue), increasing to over 100 Å towards the top-left. Right wing sources have generally lower $W_{\mathrm{H}\alpha}$, including the whole population of retired galaxies (in red) with $W_{\mathrm{H}\alpha}$ of order 1 Å. Some Seyfert 2s (towards the top-right) have Hα in the range of SF galaxies, but otherwise $W_{\mathrm{H}\alpha}$ offers a good way of distinguishing left from right wing sources.

As discussed above (and demonstrated in Section 3.4), we cannot trust our initial estimates of $W_{\mathrm{H}\alpha}$, but $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}} \equiv W_{\mathrm{H}\alpha} + W_{[\mathrm{N\,II}]6548} + W_{[\mathrm{N\,II}]6584}$ is very reliable. We thus seek a scheme based on this robust quantity to restrict the EL base. Fig. 3(a) repeats Fig. 1, this time colouring galaxies by $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}$. The general appearance of the two plots is the same. Visibly, knowledge of the value of $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}$ provides valuable guidance on the whereabouts of a galaxy in the BPT diagram.

After some experimentation, we have adopted the following scheme to incorporate this prior knowledge in our analysis.

(i) We run an initial fit with the full EL base to estimate $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}$ (this initial value is robust even when [N II]/Hα comes out wrong.

[2]Despite its common use in the literature, 'AGN wing' is a misnomer, given that the right wing in the BPT diagram also contains large proportions of galaxies where both AGN and SF activity coexist, as well as plenty of retired galaxies, which have neither ongoing SF nor an energetically relevant AGN (Stasińska et al. 2008; Cid Fernandes et al. 2011).

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

Table 1. Equations used to constrain the EL base according to the value of $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}$ – see also Fig. 3.

Constraint	$W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}$ range
$\log[\mathrm{O\,III}]/\mathrm{H}\alpha < 0.90 + 0.61/(\log[\mathrm{N\,II}]/\mathrm{H}\alpha - 0.05)$	≥50 Å
$\log[\mathrm{O\,III}]/\mathrm{H}\alpha > 6\log[\mathrm{N\,II}]/\mathrm{H}\alpha + 2$	≤10 Å
$\log[\mathrm{N\,II}]/\mathrm{H}\alpha \leq -0.345\min(\log W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}, 3) + 0.397$	Any
$\log[\mathrm{N\,II}]/\mathrm{H}\alpha \geq -0.559\max(\log W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}, 0) - 0.005$	Any
$\log[\mathrm{O\,III}]/\mathrm{H}\alpha \leq -0.523\log W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}} + 0.598$	<25 Å
$\log[\mathrm{O\,III}]/\mathrm{H}\alpha \leq 0.428\log W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}} - 0.734$	≥25 Å
$\log[\mathrm{O\,III}]/\mathrm{H}\alpha \geq -1.164\max(\log W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}, 0) - 0.026$	<25 Å
$\log[\mathrm{O\,III}]/\mathrm{H}\alpha \geq 1.063\max(\log W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}, 2.85) - 3.144$	≥25 Å

(ii) We first limit the EL base to the left of the blue line in Fig. 3(a) when $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}} > 50$ Å, and to the right of the red one when $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}} < 10$ Å. Points in the $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}} = 10$–$50$ Å region are not constrained by this first cut.

(iii) We then compute lower and upper limits for [N II]/Hα as a function of $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}$. This was done essentially in a visual way examining Fig. 3(b).

(iv) The very shape of the wings in the BPT diagram implies that limits in its x-axis translate onto the y-axis. We reinforce this implicit constraint by imposing limits on [O III]/Hα as a function of $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}$ (Fig. 3c).

The equations involved in this heuristic scheme are given in Table 1. Only base components satisfying these $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}}$-based constraints are allowed for in the fits. The most notable 'victims' of this scheme are Seyfert 2s, some of which are legitimate right wing sources with $W_{\mathrm{H}\alpha\,\mathrm{N\,II}} > 50$ Å that are forced to move to the left wing by step (ii) above. More refined schemes may be able to deal with this caveat, but we chose to overlook it in this paper.[3]

Finally, we note that while the specific criteria delineated here were based on integrated galaxy data from the SDSS, spatially resolved studies can straightforwardly adjust them to better represent spaxel-based ELs, obtained from surveys like Calar Alto Legacy Integral Field Area (CALIFA; Sánchez et al. 2016) or Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory (MaNGA; Bundy et al. 2015). Previous EL work on these surveys, however, suggests that our criteria would remain approximately the same for spatially resolved data (see, for instance, fig. 25 in Sánchez et al. 2022).

The effective role of these criteria is to incorporate prior information on the properties of ELs in actual galaxies, hopefully aiding a more accurate retrieval of their properties out of the data offered by S-PLUS. The aim is obviously not to reach a spectroscopy-quality quantification of EL properties, but to mimic it as best as possible. Several refinements and extensions of this general idea can be explored, but we leave this for future work. Let us now put this scheme to test, first with a suite of simulations (Section 3) and then with some example applications to actual data (Section 4).

3 SIMULATIONS

In order to test ALSTAR in the S-PLUS regime we have culled a sample of SDSS galaxies previously analysed by means of full spectral synthesis and detailed EL fitting as a reference. We have selected 10 473 SDSS galaxies out of those analysed by W19 with the STARLIGHT and DOBBY codes for this experiment. The test consists of computing the synthetic photometry of these galaxies, adding noise, running it through ALSTAR, and comparing its output with that obtained by W19.

3.1 The input

Our sample was chosen to be uniformly distributed in $\log W_{\mathrm{H}\alpha}$, with 500 galaxies randomly drawn every 0.1 dex for $W_{\mathrm{H}\alpha}$ between 1 and 100 Å, plus 473 galaxies above 100 Å. It thus spans from retired galaxies, with their very weak ELs, to galaxies at the tip of the SF wing in the BPT diagram, where the high specific star formation rates and low gas phase metallicities lead to Hα and [O III] in excess of 100 Å. The choice to uniformly cover such a wide dynamic range is motivated by our desire to map the effect of the overall relevance of ELs, something that is suitably quantified by $W_{\mathrm{H}\alpha}$. Uncertainties and biases in the output ELs should increase as they become weaker (a trivial expectation that will soon be confirmed), and this sample selection scheme allows to track this effect cleanly.

Because the SDSS spectra do not fully cover the bluest and reddest S-PLUS filters, the synthetic photometry is carried out over the models fitted by W19 (including the DOBBY-based ELs), which do cover the full range. Also, since our analysis does not incorporate the *Galaxy Evolution Explorer* (*GALEX*) fluxes, we compare our results to those obtained in the SDSS-only fits described in W19. All spectra are shifted to $z = 0.01$ to ensure that Hα and [N II] are both within the J0660 filter.

Finally, we note that the stellar base used by W19 is very similar to the one used here, differing only in the exact definitions of age bins. The STARLIGHT fits in that study did not account for differential extinction, however, while our ALSTAR fits do. We have verified that this does not introduce any significant change in the conclusions of this paper. The main difference, of course, is that in W19 the ELs are masked from the spectral fits and measured a posteriori from the observed minus model residual spectra, while in our analysis stellar populations and ELs are estimated simultaneously.

3.2 Noise

One final ingredient we need to discuss is how noise is dealt with. We parametrize the noise amplitude by the signal-to-noise ratio in the r-band ($\mathrm{S/N}_r$). Errors in the other bands are scaled to that in the r-band according to $\epsilon_\lambda/\epsilon_r = 3.37$, 4.77, 7.44, 6.41, 5.70, 1.54, 3.27, 1.03, 0.99, 1.80, and 1.33 for the u_{JAVA}, J0378, J0395, J0410, J0430, g, J0515, J0660, i, J0861, and z bands, respectively. This error spectrum is derived from statistics of thousands of galaxies observed by S-PLUS, and is similar to the one obtained from spaxel-based statistics in the S-PLUS data cubes analysed so far, so we take it as representative of the survey as a whole. Note that, unsurprisingly, the blue bands are much noisier than the red ones. On average over our test sample, the five bluest bands, which contain [O II] and the age-sensitive 4000 Å break, have typical S/N 5.6 times smaller than in the r-band.

Three values of $\mathrm{S/N}_r$ are used in our simulations: 25, 50, and 100. Our main intended applications are for galaxies of z low enough so that [N II]6584 is still within the J0660 filter, which corresponds to $z < 0.018$. The discussion focuses on results obtained for $\mathrm{S/N}_r = 50$, which is a compromise between the $\mathrm{S/N}_r$ of spatially integrated data and that attainable for spatially resolved fluxes in this redshift range.

[3]If additional e.g. X-rays suggest that the galaxy has an AGN, then one may trivially adjust the EL base to focus on AGN-like components. In such cases one may further add AGN-like (say, power law) components to the stellar population base to account for the non-stellar continuum emission of AGN, as done in the spectroscopic studies (e.g. Cid Fernandes et al. 2004).

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

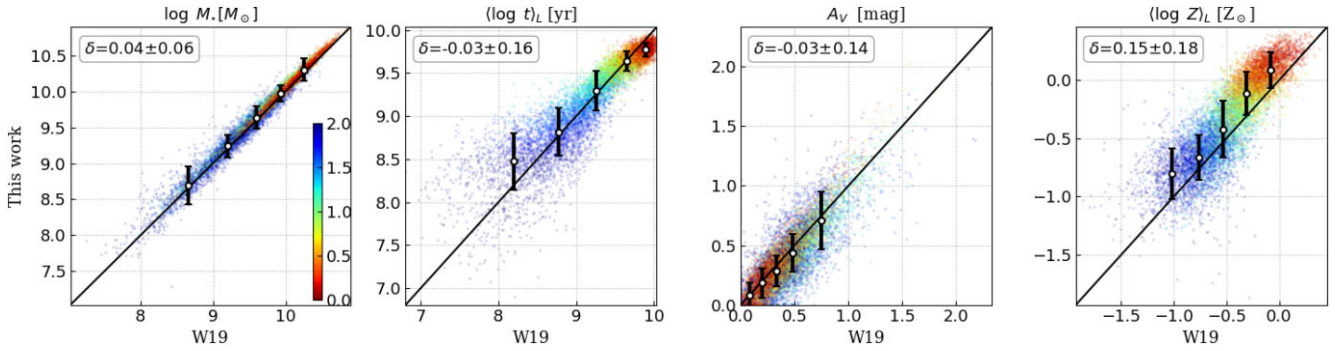


Figure 4. Comparison of the stellar population properties derived by W19 on the basis of full spectral fitting (x-axis) and those obtained here with S-PLUS photometry and ALSTAR (y-axis) for our ∼10 000 SDSS-based test sample. Points are colour coded according to the input value of log $W_{H\alpha}$ (inset colour bar in the left-hand panel). The y-axis represents the median values obtained in 100 MC runs for data perturbed with S/N$_r$ = 50. Error bars illustrate the typical (median σ_{NMAD}) dispersion between output and input values for bins along the x-axis. As in W19, the luminosity weighting in $\langle \log t \rangle_L$ and $\langle \log Z \rangle_L$ is made with the (rest-frame) flux around 5635 Å.

Each galaxy is fitted $n_{MC} = 100$ times, perturbing the input photometry with Gaussian noise with amplitude defined by ϵ_λ scaled to reach the target S/N$_r$. The intended role of these MC runs is to estimate the uncertainty in any given output property (say, the stellar mass $M_\star$). In these simulations, however, we also use them to estimate the property itself, which we do using the median value over the MC runs. The reason why this is preferable to using the best-fitting result is that the input data are built out of models that (except for the ELs) use essentially the same ingredients used in the ALSTAR fits. Despite the huge difference between the ∼4000 spectroscopic fluxes used in the original full spectral analysis and the 12 S-PLUS bands used here, it is more appropriate to report the results obtained from the analysis of the noise-perturbed runs than those resulting from fits of idealized noiseless data.

Let us now see what these simulations teach us.

3.3 Stellar population properties

Despite our particular interest in ELs, we also want to test how well the code retrieves basic stellar population properties like the stellar mass, light- and mass-weighted mean ages and metallicities, and dust content, so let us check these first.

Fig. 4 compares stellar masses ($M_\star$), luminosity-weighted mean log stellar age ($\langle \log t \rangle_L$) and metallicity ($\langle \log Z \rangle_L$), and stellar extinction (A_V) obtained by W19 with those derived here. The ALSTAR values (in the y-axis) are the median over the 100 MC fits for each galaxy in the S/N$_r$ = 50 runs. Points are coloured according to the input log $W_{H\alpha}$ to map the overall influence of ELs on the photometry (and hence on the ALSTAR fits). Each panel lists the sample median ± the normalized median absolute deviation (σ_{NMAD})[4] of δ, where δ denotes the output minus input difference in the corresponding property. The error bars break down the statistics of δ for bins along the x-axis.

The figure shows a satisfactory level of agreement, especially considering that ALSTAR used only the 12 S-PLUS bands and had the extra burden of simultaneously accounting for ELs, whereas W19 values come from full spectral fits where ELs were masked.

As expected from previous experiments of this sort (e.g. Bell et al. 2003; Cid Fernandes et al. 2005; Taylor et al. 2011), the stellar mass is very well recovered (left-hand panel), with a difference between output and input log $M_\star$ of just $\delta = 0.04 \pm 0.06$ dex over the whole sample. The plot also shows that sources with strong ELs (blue points) are more dispersed around the one-to-one line. Quantitatively, the scatter (σ_{NMAD}) is 0.10 dex for galaxies with $W_{H\alpha} > 30$ Å, and 0.04 dex for those with weaker Hα. This difference is partly due to the effects of ELs on the fits, and partly a consequence of the fact that the star formation histories of galaxies become increasingly skewed towards younger ages as $M_\star$ decreases (the so-called 'downsizing' phenomenon – e.g. Heavens et al. 2004). This broader mixture of populations of different ages naturally induces larger uncertainties in the mass-to-light ratio, and hence on $M_\star$.

The values of $\langle \log t \rangle_L$ (the 'mean age', for short – see e.g. GD21 for its definition), agree reasonably well, with a bias of just −0.03 and a scatter of 0.16 dex. Different factors contribute to this scatter: differences in the age bins and differential-extinction set-ups used in W19 and here, the huge compression in input information (full spectrum versus 12 bands), the need to account for ELs and stellar populations simultaneously, and noise. This last factor entails a subtlety. As already noted, though the S/N in the r band is 50, the blue filters are much noisier. F0395 and F0410, in particular, have errors ∼7 times larger than in r. These two bands trace the 4000 Å break, the most powerful stellar population age indicator in the optical range (e.g. Bruzual 1983; Kauffmann et al. 2003), inevitably affecting the estimates of $\langle \log t \rangle_L$.

The third panel in Fig. 4 compares the stellar extinction A_V values of W19 to the ones found here ($A_V = \tau_{ISM} \times 2.5 \log e$). The agreement is good: $\delta A_V = -0.03 \pm 0.14$ mag. Galaxies with strong ELs tend to scatter more around the one-to-one line ($\delta A_V = -0.04 \pm 0.20$ mag for $W_{H\alpha} > 30$ Å), but even for these the differences are acceptable given the disparity in the amount of information used in the x and y axes.

The agreement in (luminosity-weighted mean log) metallicities (right-hand panel in Fig. 4) is better than anticipated for photometric data, with a scatter of just 0.18 dex. The offset of +0.15 dex originates from a tendency of the MC runs to produce a broad and positively skewed distribution of $\langle \log Z \rangle_L$ values. In any case, galaxy mean stellar metallicities are hard to estimate even with spectroscopy, so the level of agreement found here is more than acceptable.

The MC runs in ALSTAR provide a measure of the uncertainties in individual galaxy properties. These MC-based uncertainties are of the same order as the dispersion in output minus input δ values reported above, but with a tendency to be larger (by factors of ∼1.3–2).

[4] $\sigma_{NMAD}(x) = 1.4826 \times \text{median}(|x - \text{median}(x)|)$, a robust descriptor of the width of a distribution, equivalent to the standard deviation for Gaussian data.

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

Table 2. Statistics of the δ = output minus input for different properties and signal-to-noise ratio (S/N) in the r band. The entries list median $\pm\,\sigma_{\rm NMAD}$ of δ over the 10 473 galaxies in the test sample.

Property	$S/N_r = 25$	$S/N_r = 50$	$S/N_r = 100$
$\log M_\star$ ($M_\odot$)	0.03 ± 0.06	0.04 ± 0.06	0.04 ± 0.05
$\langle \log t \rangle_L$ (yr)	−0.08 ± 0.18	−0.03 ± 0.16	−0.01 ± 0.15
$\langle \log t \rangle_M$ (yr)	0.07 ± 0.10	0.08 ± 0.10	0.07 ± 0.09
$\langle \log Z \rangle_L$ ($Z_\odot$)	0.26 ± 0.19	0.15 ± 0.18	0.09 ± 0.17
$\langle \log Z \rangle_M$ ($Z_\odot$)	0.31 ± 0.26	0.19 ± 0.20	0.11 ± 0.17
A_V (mag)	−0.01 ± 0.19	0.03 ± 0.14	−0.02 ± 0.11

These differences between MC and empirical (i.e. δ-based) estimates of uncertainties decrease as S/N_r increases. Taking the latter as a fiducial reference, the general conclusion here is that ALSTAR tends to overestimate the uncertainties in its derived properties, but not by a great margin.

The statistics for the S/N_r = 25, 50, and 100 simulations are given in Table 2. As expected, the differences increase for noisier data and vice versa. For most properties the changes in δ are small, such that results are satisfactory even for $S/N_r = 25$. The property whose dispersion varies the most is A_V, which nearly doubles from $S/N_r = 100$ to 25. The table also shows that mass-weighted mean ages and metallicities are less robust than luminosity-weighted ones. This happens even in full spectral fits (see table 1 of Cid Fernandes et al. 2005 for an example), and is ultimately a consequence of the highly non-linear mass–luminosity relation of stars.

From the previous work reported in GD21 we already knew that ALSTAR has a good performance in extracting stellar population properties out of J-PAS data. The results above show that it also performs well under the S-PLUS regime, and without resorting to masking ELs.

3.4 EL properties

Let us now move to the main part of this study. We start the comparison of input and output EL properties by proving that $W_{\rm H\alpha\,N\,II}$ is indeed very well recovered by ALSTAR, a premise of the whole scheme described in Section 2.3. We then investigate how reliably individual ELs are retrieved, and how key line ratios are recovered with our methodology.

3.4.1 Hα + [N II]

Fig. 5 plots the input W19 values of $W_{\rm H\alpha\,N\,II}$ against our results for the simulations with $S/N_r = 50$. The colouring scheme traces the signal-to-noise ratio (S/N) of $W_{\rm H\alpha\,N\,II}$, as inferred from the median (the signal) and $\sigma_{\rm NMAD}$ (the noise) values over the MC runs for each galaxy.

The agreement between SDSS and S-PLUS-based measurements is excellent, extending down to $W_{\rm H\alpha\,N\,II}$ values in the retired galaxy regime ($W_{\rm H\alpha\,N\,II} \lessapprox 5$ Å).[5] The statistics of the output minus input difference is $\delta \log W_{\rm H\alpha\,N\,II} = 0.01 \pm 0.02$ dex for the 10 000 galaxies. The bias and scatter increase as $W_{\rm H\alpha\,N\,II}$ decreases, but remain small (0.08 ± 0.06 dex) even when the input $W_{\rm H\alpha\,N\,II} < 5$ Å. The results are also excellent for lower S/N_r (see Table 3). This confirms the expectation that, because they are all sampled in the J0660 filter (for the redshifts considered in this study), the combined flux of Hα and [N II] lines should be well recovered.

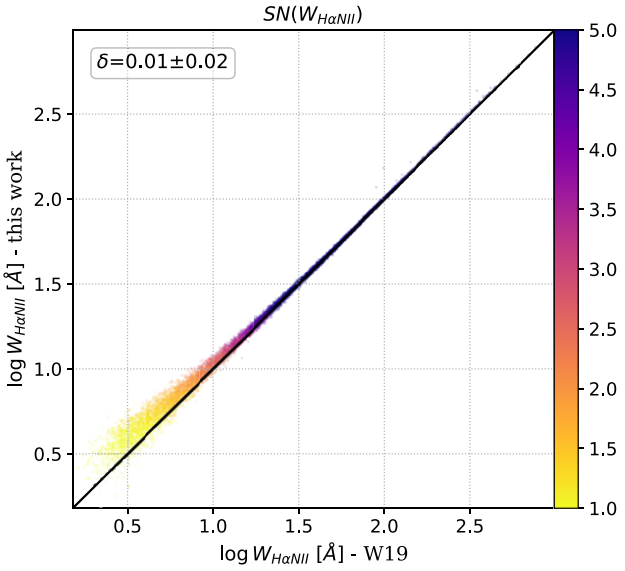


Figure 5. Comparison of the input (SDSS + STARLIGHT + DOBBY) and output (S-PLUS + ALSTAR) values of $W_{\rm H\alpha\,N\,II}$ (the combined equivalent width of Hα and [N II]6548, 6584) for the $S/N_r = 50$ simulations. Points are coloured by the ALSTAR-based estimate of the S/N of the combined Hα and [N II]6548, 6584 equivalent widths.

Careful inspection of the colours in Fig. 5 suggests that the ALSTAR MC-based S/N of $W_{\rm H\alpha\,N\,II}$ seem somewhat low for the level of agreement between input and output seen in the plot. This overestimation of the uncertainty is analogous to that identified in the examination of stellar population properties.

3.4.2 Individual lines

Fig. 6 shows how individual ELs are recovered, including Hα and [N II] separately. Unlike for [N II] + Hα, we now see substantial differences between input and output, but mainly in the bottom-left of the plots, where lines are intrinsically weak. In all cases the $\sigma_{\rm NMAD}$ of the δ = output minus input is better than 0.23 dex for the whole sample, improving to <0.15 dex when only lines stronger than 5 Å are considered (Table 3).

The best results are obtained for Hα, Hβ, and [N II] with $\sigma_{\rm NMAD}$ = 0.05, 0.08, and 0.08 dex, respectively. Despite being the second strongest EL on average in our 10 000 sample (with $\overline{W}_{\rm [O\,II]} = 16$ Å), [O II] is not so well recovered ($\delta = 0.04 \pm 0.16$ dex). As with the mean ages discussed above, this is due to the much larger photometric errors of the blue filters (∼5 times larger in J0378, the filter containing [O II], than in r). The statistics barely change restricting the sample to $W_{\rm [O\,II]} > 5$ Å sources (Table 3), but for [O II] stronger than 10 Å the agreement improves to $\delta \log W_{\rm [O\,II]} = 0.02 \pm 0.09$ dex. As intuitively expected, stronger lines are better retrieved.

The worst results are found for [O III] ($\delta = 0.13 \pm 0.23$ dex), but, again, mainly when it is intrinsically weak. For galaxies where $W_{\rm [O\,III]} > 5$ Å we find a perfectly acceptable match: $\delta \log W_{\rm [O\,III]} = 0.00 \pm 0.09$ dex. Remarkably, even [S II] is well recovered, despite not falling in a narrow band, and thus having a small effect on the photometry. The reason we recover it so well is not because of its photometric relevance (typically <1 per cent of the r-band flux), but because our base ties it to other ELs in an empirically based way.

The colour scale in Fig. 6 reflects the MC-based S/N ratio of the corresponding EL. As for stellar population properties and

[5] Cid Fernandes et al. (2011) define retired galaxies as those with $W_{\rm H\alpha} < 3$ Å. Given that [N II]/Hα ∼ 1–2 in these systems, and that the peak in their $W_{\rm H\alpha}$ distribution is at ∼1 Å, it is reasonable to classify $W_{\rm H\alpha\,N\,II} \lessapprox$ 5–6 Å systems as retired.

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

Table 3. Statistics of the δ = output minus input for EL properties and different S/N ratios in the r-band. As in Table 2, each entry gives the median $\pm\,\sigma_{\rm NMAD}$ of δ for different properties (all in dex). For columns 2, 3, and 4 the statistics is performed with all 10 000 galaxies in the test sample, while in the last three columns only sources where the corresponding line is detected with $W > 5$ Å are included. For the last five rows, the >5 Å limit is applied to all ELs involved in the ratio.

	All galaxies			$W \geq 5$ Å		
Property	S/N$_r$ = 25	50	100	25	50	100
log $W_{\rm H\alpha\,N\,II}$	0.03 ± 0.04	0.01 ± 0.02	0.01 ± 0.01	0.03 ± 0.03	0.01 ± 0.02	0.00 ± 0.01
log $W_{\rm [O\,II]}$	0.03 ± 0.19	0.04 ± 0.16	0.03 ± 0.14	0.05 ± 0.16	0.05 ± 0.15	0.03 ± 0.13
log $W_{\rm H\beta}$	0.04 ± 0.09	0.04 ± 0.08	0.03 ± 0.07	0.03 ± 0.04	0.02 ± 0.04	0.00 ± 0.03
log $W_{\rm [O\,III]}$	0.13 ± 0.26	0.13 ± 0.23	0.11 ± 0.20	0.06 ± 0.18	0.00 ± 0.09	0.00 ± 0.05
log $W_{\rm H\alpha}$	0.04 ± 0.06	0.01 ± 0.05	0.00 ± 0.04	0.02 ± 0.04	0.01 ± 0.03	0.00 ± 0.03
log $W_{\rm [N\,II]}$	0.02 ± 0.11	0.01 ± 0.08	0.01 ± 0.07	−0.03 ± 0.08	−0.01 ± 0.07	0.01 ± 0.06
log $W_{\rm [S\,II]}$	0.06 ± 0.14	0.03 ± 0.13	0.02 ± 0.12	0.03 ± 0.10	0.02 ± 0.09	0.01 ± 0.08
log[N II]/Hα	−0.03 ± 0.13	−0.01 ± 0.12	0.00 ± 0.12	−0.05 ± 0.11	−0.02 ± 0.10	0.01 ± 0.09
log[O III]/Hβ	0.06 ± 0.26	0.07 ± 0.23	0.05 ± 0.19	0.03 ± 0.16	0.00 ± 0.09	0.00 ± 0.06
log Hα/Hβ	−0.01 ± 0.06	−0.02 ± 0.06	−0.03 ± 0.06	−0.02 ± 0.04	−0.01 ± 0.04	−0.01 ± 0.04
log[O III]/[O II]	0.09 ± 0.23	0.07 ± 0.20	0.05 ± 0.19	0.04 ± 0.16	0.01 ± 0.09	0.01 ± 0.06
O3N2	0.09 ± 0.30	0.09 ± 0.26	0.08 ± 0.23	0.08 ± 0.26	0.00 ± 0.17	−0.02 ± 0.13

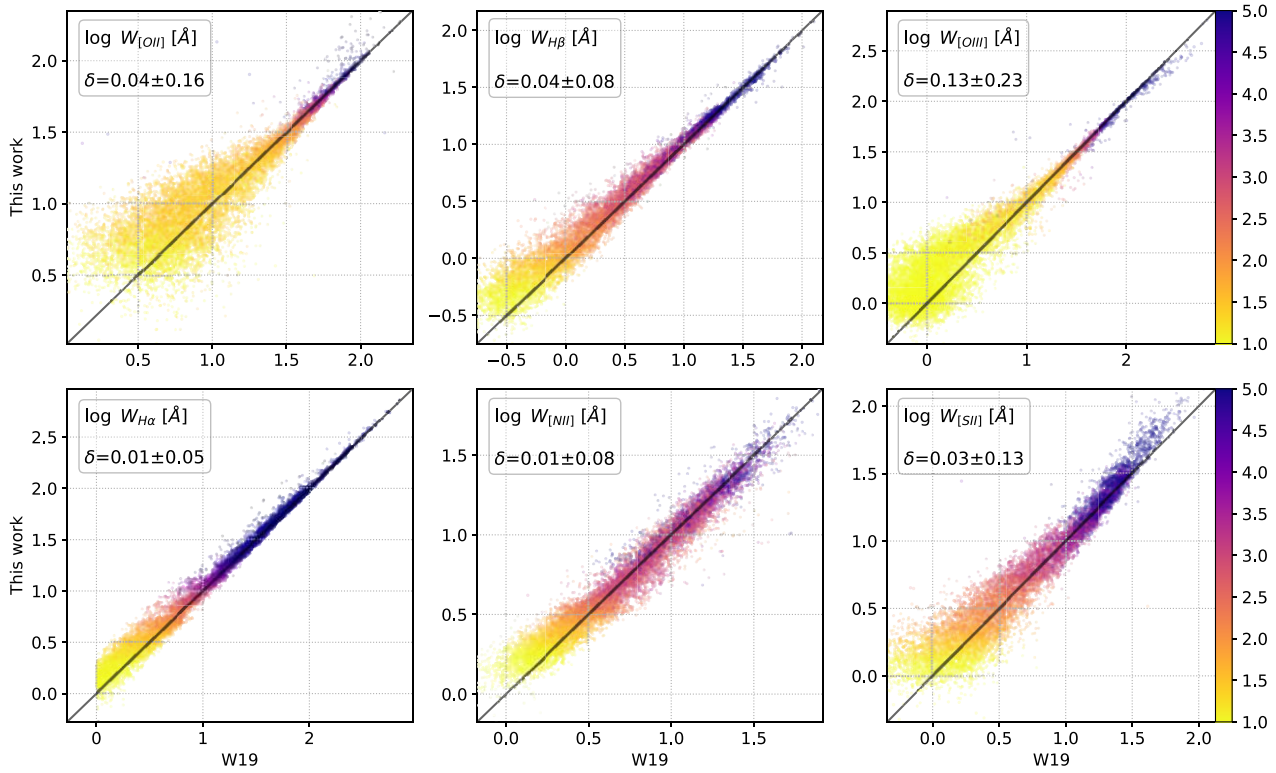


Figure 6. Comparison of input and output EL log equivalent widths for the S/N$_r$ = 50 simulations. As in Fig. 5, the colour scale reflects the median/$\sigma_{\rm NMAD}$ ratio of the corresponding line.

$W_{\rm H\alpha\,N\,II}$, the MC uncertainties in the individual ELs are somewhat overestimated with respect to the empirical dispersion in the output versus input values.

Results for the S/N$_r$ = 25, 50, and 100 simulations are given in Table 3. The rightmost columns of the table re-evaluate the statistics of $\delta \log W$ considering only lines detected with $W > 5$ Å. The numbers confirm the visual impression from Fig. 6 that ELs above this threshold can be considered very reliable.

Inspecting Table 3 one realizes that (except for $W_{\rm [N\,II]}$ when restricted to >5 Å) all Ws are positively biased, even if by negligible margins in most cases. This tendency to overpredict the strength of ELs is inherent to ALSTAR. By construction, ELs can only contribute positively to the photometric fluxes, and thus may be used by the code to compensate for positive noise fluctuations if that helps improving the fit (see Section 2.2.1). Note, however, that this effect is only relevant when ELs are intrinsically weak, and thus hard to be accurately retrieved.

3.4.3 Line ratios

Finally, let us investigate some flux ratios recovered by ALSTAR. Estimating ratios is always more delicate than estimating the numer-

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

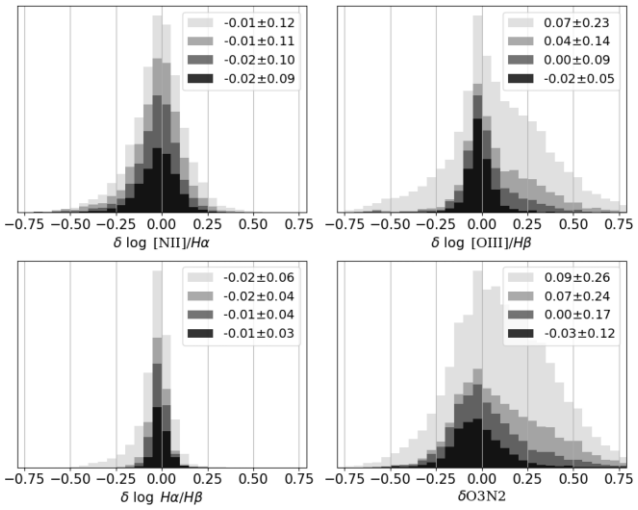


Figure 7. Histograms of the output minus input log line ratios for $S/N_r = 50$ simulations. The lighter histograms are for the 10 000 galaxies. The progressively darker ones are for subsamples defined by imposing $W > 3$, 5, and 10 Å to the lines involved in the panel. The values in the legends are the median $\pm$ σ_{NMAD}. As expected, the ratios become progressively more reliable as the lines get stronger.

ator and denominator separately, and are intrinsically biased (Rola & Pelat 1994; Wesson, Stock & Scicluna 2016). Still, because of their astrophysical relevance, it is important to test our ability to estimate line ratios out of S-PLUS data.

Fig. 7 shows histograms of the output minus input [N II]/Hα, [O III]/Hβ, and Hα/Hβ log ratios, as well as for O3N2 = log{([O III]/Hβ)/([N II]/Hα)}, a popular nebular metallicity indicator (Pettini & Pagel 2004). The light shaded distributions are for the full 10 000 sample, while the darker ones are for subsamples constructed by requiring that the ALSTAR-based Ws are >3, 5, and 10 Å (light grey, dark grey, and black, respectively) for all lines involved. The statistics (median $\pm$ σ_{NMAD}) of δ are given in each panel (see also Table 3).

The figure shows that [N II]/Hα is well retrieved, with negligible bias and σ_{NMAD} decreasing from 0.12 dex for the whole sample to 0.09 dex when both [N II] and Hα have $W > 10$ Å. This success is not surprising, given the robustness of $W_{H\alpha\,N\,II}$ and the correlation between [N II]/Hα and $W_{H\alpha\,N\,II}$ on which we based our empirical EL priors. Hα/Hβ is also very well recovered, despite the fact that Hβ is only covered by a broad-band (g). This is only possible because Hβ is directly tied to Hα in our analysis.

Ratios involving [O III] are more problematic, as illustrated by the +0.07 bias and ±0.23 dex dispersion in δ log[O III]/Hβ for the full sample. This happens because our limits on [O III]/Hα are not as constraining as those for [N II]/Hα (see Fig. 3). Also, [O III] is alone in filter J0515, which makes it prone to be misused to fit positive noise. Again, most of these caveats apply to the weak line regime. As illustrated by the darker histograms in Fig. 7, imposing a $W >$ 5 Å cut in [O III] and Hβ eliminates the bias and reduces the scatter to just 0.09 dex. O3N2 is the most uncertain index discussed here. Only when all four lines involved are stronger than 10 Å its scatter approaches 0.1 dex, though it may still be of statistical value for galaxies with weaker lines ELs.

We thus find that relatively reliable line ratios are obtainable with this method, particularly when focusing on sources with strong lines ($W > 5$ Å). This offers the prospect of estimating nebular metallicities (with either [N II]/Hα or O3N2), as well as EL dust reddening (via Hα/Hβ).

3.5 Degeneracies

Spectral synthesis analysis is notoriously prone to degeneracies between age, dust, and metallicity (see Conroy 2013 and references therein). Because of the disparity in the amount of input information, these degeneracies are more severe for photometric than for full spectral synthesis. The simulations above show that our method is able to recover spectroscopic-based estimates of stellar and EL properties to a good level of accuracy. It is nevertheless useful to inspect degeneracies among our estimated properties, as this has not been done before for S-PLUS and the methodology employed here.

Fig. 8 addresses this issue. The off diagonal panels in this corner plot show how the difference (δ) between our estimate and the W19 one for a given property correlates with the δ in another property. The panels involving $\log M_\star$, $\langle \log t \rangle_L$, $\langle \log Z \rangle_L$, and A_V show well-known degeneracies inherent to stellar population properties. For instance, $\delta\langle \log t \rangle_L$ anticorrelates with both δA_V (the age–dust degeneracy) and $\delta\langle \log Z \rangle_L$ (the age–metallicity degeneracy), reflecting the fact increasing values of any one of these properties leads to a redder spectrum, so that overestimated ages are compensated by underestimated extinction or metallicity. Similarly, the positive correlation between $\delta\langle \log t \rangle_L$ and $\delta \log M_\star$ is due to the well-established fact that older populations have larger mass-to-light ratios.

The main novelty in our methodology is the simultaneous fitting of both stellar and EL properties, an approach that could, in principle, spur new modes of degeneracies. The panels involving $\log W_{H\alpha}$ and $\log W_{H\alpha\,N\,II}$ show that this is *not* the case. Neither $\delta \log W_{H\alpha}$ nor $\delta \log W_{H\alpha\,N\,II}$ correlate with any of the stellar population properties, and the same is true for other ELs. We attribute this to the fact that the EL base spectra, with their ups and downs from one filter to the next (Fig. 2), are completely unlike the stellar spectra, which change more smoothly with λ. This dissimilarity prevents confusion between EL and stellar components, explaining the lack of correlation seen in Fig. 8. We thus conclude that, at least in the empirically motivated way explored in this study, fitting for both stellar EL properties does not lead to significant degeneracies other than those typical of stellar population work.

4 EXAMPLE APPLICATIONS

The performance of ALSTAR in the simulations of the previous section confirmed our basic expectations with respect to the stellar population properties, and exceeded them with respect to ELs. In this section, we present some example applications to actual S-PLUS data. The goal is merely to illustrate the quality of spectral fits obtained and the reasonability of the inferred properties.

For the applications below, a couple of modifications are made with respect to the ALSTAR runs in Section 3. First, the smallest metallicity is 0.2 $Z_\odot$, reducing the base from 7 to 5 Z values. The lowest Z models are very rarely used anyway (see Fig. 4). A second difference is that, for each band, we modify the input photometric errors ϵ_λ by adding (in quadrature) a minimum error to ensure that the S/N does not exceed $S/N_{max} = 100$. This is equivalent to accounting for an uncertainty in the models, i.e. to acknowledge that the method and its ingredients are not perfect enough to fit perfect data. This affects mostly the MC statistics and only in the limit of high S/N.

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

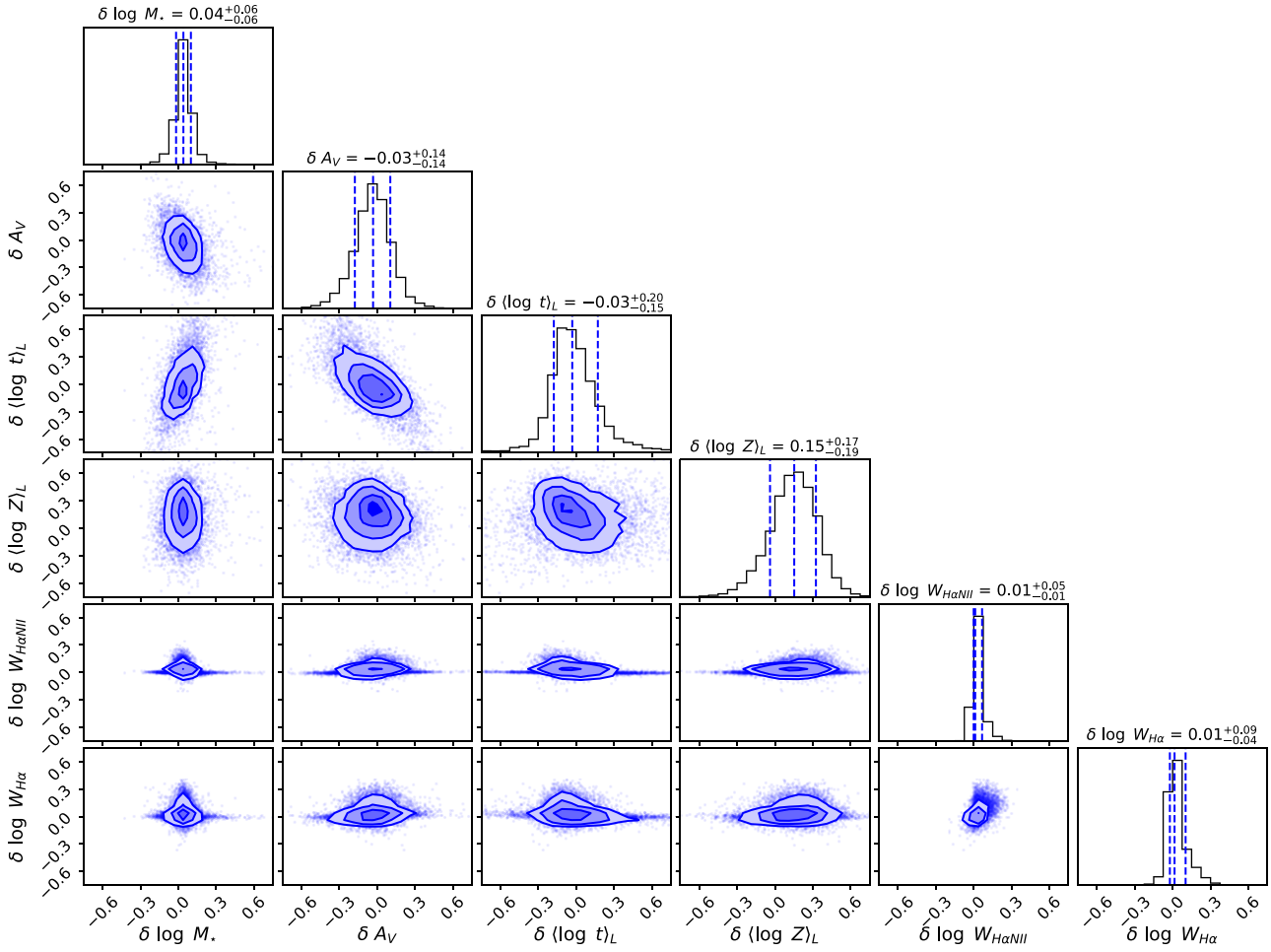


Figure 8. Corner plot (Foreman-Mackey 2016) illustrating the degeneracies between different stellar and EL properties for the S/N$_r$ = 50 simulations described in the text. Each panel shows the δ = output − input difference between our estimate of a given property (the output) and that by W19 (the input) against the δ in another property. The four contour levels correspond to 0.5σ, 1σ, 1.5σ, and 2σ equivalent levels. Plots along the diagonal show the histograms of the δs of the property in the x-axis, with dashed blue lines marking the 16, 50, and 84 percentiles.

4.1 NGC 1365 and NGC 1379

We have chosen NGC 1379 (an elliptical galaxy) and NGC 1365 (a barred spiral), both in the Fornax Cluster, to illustrate the application of ALSTAR to integrated light S-PLUS data. Details on these and other Fornax integrated photometry, based on the S-PLUS Data Release 4 (DR4; Herpich et al., in preparation), will be presented in a forthcoming paper (Smith Castelli et al., in preparation). The observed photometry is shown in black in Fig. 9, along with the ALSTAR fits (in red) and composite images.

The fits to the photometry are visibly excellent, with a mean absolute deviation between data and model of 1.7 per cent and 2.8 per cent for NGC 1379 and NGC 1365, respectively. Our fits yield $\log M_\star/\mathrm{M}_\odot = 10.48$ for NGC 1379 and 10.86 for NGC 1365. These values compare very well with previous estimates. For instance, Iodice et al. (2019a) derived a value of 10.42 for NGC 1379 on the basis of VLT Survey Telescope (VST) photometry and the Taylor et al. (2011) recipe for M/L_i as a function of $g - i$. Similarly, Raj et al. (2019) and Su et al. (2022) estimate $\log M_\star/\mathrm{M}_\odot = 10.81$ and 11.00 for NGC 1365.

A detailed comparison with spectroscopy-based stellar and EL properties is complicated by the fact that, because of their proximity, such studies cover only part of the galaxy, whereas the data in Fig. 9 correspond to the whole galaxies. Let us nevertheless make a rough

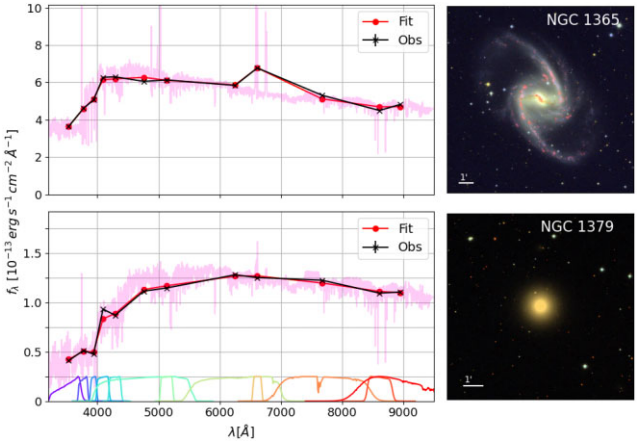


Figure 9. Example ALSTAR fits of S-PLUS data for two galaxies. The data are plotted in black crosses, while the model photometric fluxes are plotted as red circles. The model spectrum is plotted in magenta. The images are composites built with the J0660, r, and g fluxes for NGC 1365, and i, r, and g fluxes for NGC 1379, in the R, G, and B channels, respectively.

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

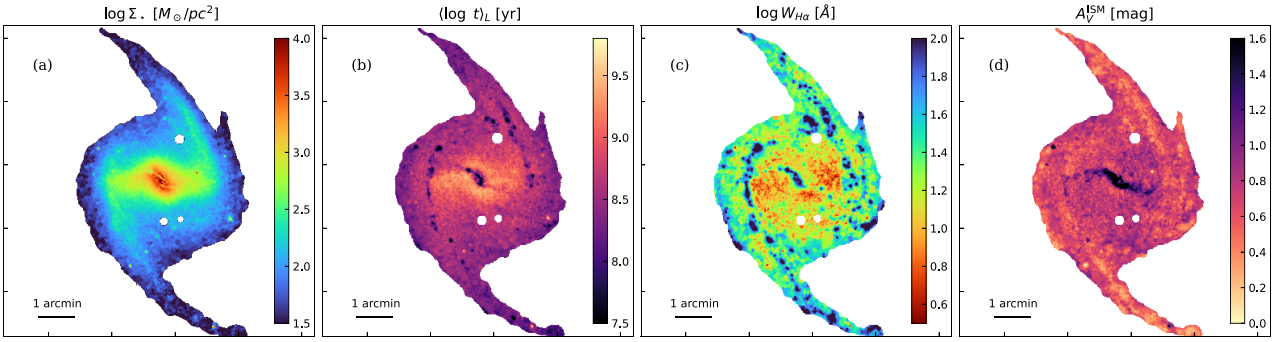


Figure 10. Example of IFS-like science with S-PLUS data for NGC 1365. (a) Stellar mass surface density ($\Sigma_\star$); (b) luminosity-weighted mean log age ($\langle \log t \rangle_L$); (c) Hα equivalent width ($W_{\rm H\alpha}$); and (d) stellar extinction (A_V) maps.

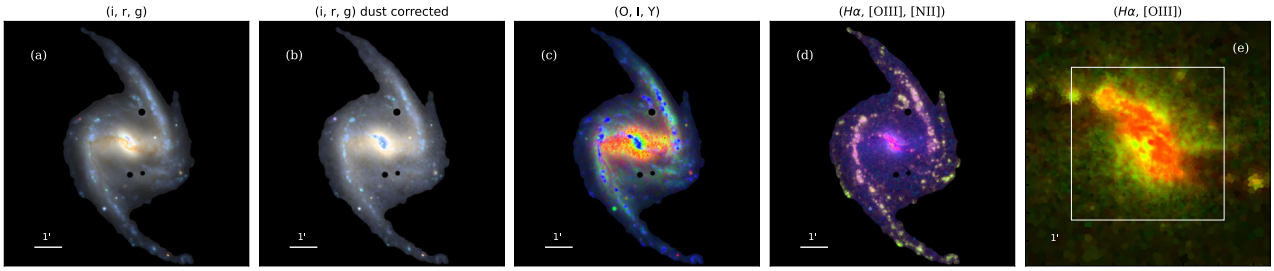


Figure 11. RGB composites combining, respectively, the (a) observed *i*-, *r*-, and *g*-band fluxes; (b) the dust-corrected *i*, *r*, and *g* fluxes; (c) the 5635 Å continuum fluxes associated with old, intermediate, and young populations; and (d) the Hα, [O III], and [N II] fluxes. Panel (e) shows a map of Hα (in R) and [O III] (in G) of the central region, to be compared to the same map produced by Venturi et al. (2018, their fig. 1) on the basis of MUSE data (field of view shown as a box).

comparison with the Multi-Unit Spectroscopic Explorer (MUSE)-based results for NGC 1379 presented in Iodice et al. (2019b). Their stellar population analysis indicates a log age/yr of 10.11 over the inner $0.5R_{\rm e}$ ($\sim$14.3 arcsec), whereas our whole-galaxy estimate suggests similar ages: $\langle \log t \rangle_L = 10.01$ yr and $\langle \log t \rangle_M = 10.09$ yr. Considering the very different methodologies, very different data, and different apertures, these estimates can be seen as broadly compatible, in the sense that both point to a dominance of old stellar populations. Regarding metallicities, our whole-galaxy estimates are $\langle \log Z/Z_\odot \rangle_L = -0.12$ and $\langle \log Z/Z_\odot \rangle_M = -0.17$, while Iodice et al. (2019b) obtain -0.13 over the central $0.5R_{\rm e}$.

Regarding ELs, the ALSTAR fits of NGC 1379 yield $W_{\rm H\alpha\,N\,II} = 5.8$ Å, $W_{\rm H\alpha} = 2.5$ Å, and [N II]/H$\alpha = 0.98$ for the whole galaxy. These values suggest a retired galaxy classification (Cid Fernandes et al. 2011) and are consistent with what would be expected from an early-type galaxy. For NGC 1365 we find integrated EL properties consistent with an SF galaxy, with $W_{\rm H\alpha\,N\,II} = 40.4$ Å, $W_{\rm H\alpha} = 31.02$ Å, [N II]/H$\alpha = 0.22$, and [O III]/H$\beta = 0.79$. As with NGC 1379, previous spectroscopic work on this galaxy focuses on its inner regions, hindering a proper comparison with these galaxy-wide estimates.

These two examples fulfil the goal of illustrating the performance of ALSTAR with real S-PLUS integrated-light data. Let us now examine the potential of S-PLUS + ALSTAR for spatially resolved work.

4.2 Data cubes

For nearby galaxies we can perform a spatially resolved analysis similar to that obtained with integral field spectroscopy (IFS). The two galaxies examined in integrated light in the previous section are examples of cases where a spatial analysis is clearly warranted.

As a first experiment of IFS-like work with S-PLUS, let us examine the ALSTAR maps obtained for NGC 1365. The cube comprises 1100 × 1100 pixels (10.08 × 10.08 arcmin^2). Besides a basic S/N spatial mask, we have further applied a low-pass (Butterworth) filter and Voronoi binning (to reach a target S/N of 20 in the five bluest filters combined). Details on these pre-processing steps will be presented elsewhere. The same stellar base described in the previous section was used. Also, the EL base and constraints are the same ones discussed in Section 2.3.

Fig. 10 illustrates the results. ALSTAR-based maps of the stellar mass surface density ($\Sigma_\star$), $\langle \log t \rangle_L$, $W_{\rm H\alpha}$, and $A_V^{\rm ISM}$ are shown in panels (a)–(d), respectively. The spatial correspondence between regions of low age and large $W_{\rm H\alpha}$ (and vice versa) is evident to the eye, illustrating that, without being forced to do so (which would be an acceptable strategy), the code identifies H II regions both in the stellar and nebular components. The dust lane across the bar and nucleus is neatly visible in panel (d). The age and dust maps indicate that star formation is plentiful in the central region, but not along the larger scale bar in which it is embedded.

Fig. 11 shows some other products of our S-PLUS + ALSTAR analysis. Panel (a) shows an RGB composite based on the observed *i*, *r*, and *g* S-PLUS fluxes. Panel (b) shows the same composite, but after correcting the fluxes by dust attenuation. Visibly, the bar-aligned dust lane disappears in the dedusted image. Panel (c) shows the continuum fluxes (at our normalization wavelength of 5635 Å) associated with old ($t > 1$ Gyr), intermediate (10 Myr–1 Gyr), and young ($\leq$10 Myr) stellar populations, colour coded onto R, G, and B channels, respectively. This higher order version of the $\langle \log t \rangle_L$ map in Fig. 10 reveals a mixture of young and intermediate age populations in the central parts, the young stars in the spiral arms, and the predominantly old ones along the bar.

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

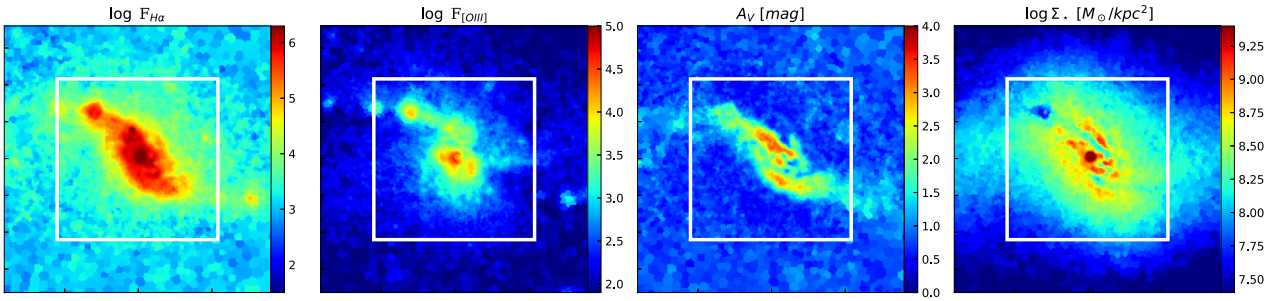


Figure 12. Zoom on the inner maps of $F_{\rm H\alpha}$, $F_{\rm [O\,III]}$ (both in units of 10^{-20} erg s^{-1} cm^{-2}, adjusted by the pixel scale difference between MUSE and S-PLUS), A_V, and $\Sigma_\star$. The colour scales are matched to those of the same images in the Gao et al. (2021), who produced maps of these quantities derived on the basis of MUSE data over the inner $\sim$1 $\times$ 1 arcmin^2 (marked by a box). The A_V map shown corresponds to the extinction applied to young stars and ELs (i.e. the sum of ISM and BC components), as this is more comparable to the Hα/Hβ-based A_V map of Gao et al. (2021).

Fig. 11(d) shows an Hα (in the R channel), [O III] (G channel), and [N II] (B channel) composite. Hα dominates the emission in the central regions. This reflects both the SF activity in this region and the high dust content, which attenuates the [O III] emission. H II regions along the spiral arms also stand out clearly. The greener (stronger [O III]) colours of the outer H II regions in this image are indicative of a negative nebular metallicity gradient, qualitatively consistent with what one expects for disc galaxies in general and for NGC 1365 in particular (Chen et al. 2023). The fainter emission (e.g. between the nucleus and the arms) has both lower $W_{\rm H\alpha}$ (panel c in Fig. 10) and larger [N II]/Hα (of order 0.5), consistent with the properties of diffuse ionized gas in spirals (e.g. Lacerda et al. 2018; Vale Asari et al. 2019).

The rightmost panel in Fig. 11 shows Hα (in the R channel) and [O III] (G channel) fluxes in the inner region of NGC 1365. This figure was made with the explicit goal of comparing it with the same map obtained from MUSE data by Venturi et al. (2018). The image reveals both the circumnuclear star formation, bright in Hα, and the [O III]-bright biconical outflow originating from the Seyfert nucleus of this galaxy. Despite the huge differences in collecting aperture, exposure time, and spectral resolution, the S-PLUS + ALSTAR map in Fig. 11(e) looks like a coarser version of fig. 1(d) of Venturi et al. (2018), again illustrating the power of S-PLUS as an IFS-like machine for nearby galaxies.

This potential is further illustrated in Fig. 12, where we zoom in on the inner $\sim$1 arcmin maps of the (from left to right) Hα and [O III] fluxes, A_V, and $\Sigma_\star$ maps. These same properties were estimated on the basis of a full spectral analysis of MUSE data by Gao et al. (2021). Comparing our results with theirs reveals a very good level of agreement, especially considering the differences in resolution. The knot at the top-left of the MUSE box in Fig. 12 corresponds to cluster ID 37 of the Whitmore et al. (2023) study, which reports a log age/yr of 6.5 (6.6) and A_V of 2.0 (2.6) mag with the *Hubble Space Telescope – HST* (*JWST*) data. These values compare well with our $\langle \log t \rangle_L = 6.87$ and $A_V = 2.67$ mag. These examples show that S-PLUS is capable of producing useful estimates of spatially resolved properties of both stellar population and ELs in the local Universe.

To close, let us compare our ALSTAR-based estimates of the total Hα + [N II]6548, 6584 flux ($F_{\rm H\alpha\,N\,II}$) with those based on the cruder, but more direct estimates obtained with the so-called three-filter method (3FM; Vilella-Rojo et al. 2015).[6] Fig. 13 compares the $F_{\rm H\alpha\,N\,II}$ values obtained with the two methods for Voronoi zones in NGC 1365

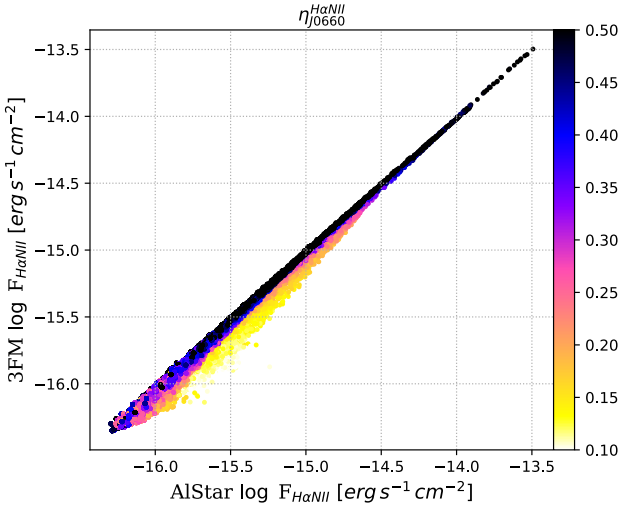


Figure 13. Comparison of the [N II]6548 + Hα + [N II]6584 fluxes obtained by the three-filter method (3FM; *r*, J0660, and *i*) and those from our analysis for 4431 Voronoi zones in NGC 1365. Points are colour coded by fraction of the total J0660 flux that is due to these ELs.

(see Lopes et al., in preparation, for more examples). The comparison is limited to the 4431 zones where the 3FM estimate of $F_{\rm H\alpha\,N\,II}$ exceeds its uncertainty (i.e. S/N > 1). Points are coloured by the fraction $\eta^{\rm H\alpha\,N\,II}_{\rm J0660}$ of the total J0660 flux that comes from these three lines.

The plot shows that the ALSTAR and 3FM estimates agree very well, with a median $\pm\,\sigma_{\rm NMAD}$ of the δ = ALSTAR minus 3FM values of $\delta \log F_{\rm H\alpha\,N\,II} = 0.068 \pm 0.061$ dex. As seen in Fig. 13, the agreement is even better when ELs contribute more to the J0660 flux. For instance, we find $\delta \log F_{\rm H\alpha\,N\,II} = 0.032 \pm 0.021$ dex for zones where $\eta^{\rm H\alpha\,N\,II}_{\rm J0660} > 30$ per cent. The difference for zones with small $\eta^{\rm H\alpha\,N\,II}_{\rm J0660}$ is partly due to the effect of the Hα absorption component (included in ALSTAR but not in the 3FM), which explains the somewhat larger values obtained by ALSTAR.

[6]Our implementation of this method includes the effects of [N II]$\lambda\lambda$6548, 6584, Hα, and [S II]$\lambda\lambda$6717, 6731 lines on the *r*, J0660, and *i* bands. It is thus somewhat more elaborate than that used in Vilella-Rojo et al. (2015), though, in practice, the two approaches yield very similar results.

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

5 SUMMARY

S-PLUS is currently building a huge data set of galaxy photometry in its seven narrow and five broad bands system. Transforming these 12 fluxes onto astrophysical information on stellar population and EL properties requires tools such as the ALSTAR code tested in this study.

After reviewing ALSTAR basics and introducing a novel semi-empirical strategy to improve its EL estimation power (Section 2), we have applied the code to synthetic photometry of ∼10 000 SDSS galaxies (Section 3), shifted to $z = 0.01$ to ensure the main optical ELs are sampled in S-PLUS narrow bands. Noise with a spectrum characteristic of S-PLUS was added to these data to achieve r-band S/N typical of the envisaged near-Universe applications. The output stellar population and EL properties of these runs were then compared to those obtained by a previous detailed λ-by-λ full spectral analysis (W19). The results of these comparisons may be summarized as follows.

(i) Stellar population properties recovered from the 12 S-PLUS bands compare well with those obtained from full spectral fitting. The statistics (median ± $\sigma_{\rm NMAD}$) of δ = output − input differences are $\delta \log M_\star = 0.04 \pm 0.06$ dex, $\delta \langle \log t \rangle_L = -0.03 \pm 0.16$ dex, $\delta \langle \log Z \rangle_L = 0.15 \pm 0.18$ dex, and $\delta A_V = -0.03 \pm 0.14$ mag for S/N$_r$ = 50. Even for the lowest S/N$_r$ in our simulations we find acceptable differences given the huge compression in the observational input in going from a full spectrum to its 12-bands S-PLUS representation. We conclude that S-PLUS is able to provide a useful first-order characterization of stellar population properties even at relatively low S/N$_r$.

(ii) The main focus of this work was on ELs. We model their contribution to the S-PLUS photometry by complementing the stellar base with an EL base built to mimic ELs as found in real galaxies. Stellar and EL components are fitted simultaneously. The specific EL base used in this work was built on the basis of the BPT diagram of SDSS galaxies. This scheme guarantees that the output EL properties are realistic (though not necessarily accurate).

(iii) Confirming previous J-PLUS work, because they all fall under the J0660 filter, the sum of Hα and [N II]6548, 6584 fluxes is always well recovered. Quantitatively, we retrieve their combined equivalent width ($W_{\rm H\alpha\,N\,II}$) to within ±0.02 dex for our test sample, which (by design) spans from weak ($W_{\rm H\alpha} = 1$ Å) to strong (>100 Å) EL systems.

(iv) The novelty comes in our ability to disentangle Hα from [N II], as well as to estimate other ELs with remarkable precision for a photometric survey. This is achieved by imposing priors on the EL base guided by an initial (but robust) estimate of the value of $W_{\rm H\alpha\,N\,II}$. We use SDSS data to calibrate $W_{\rm H\alpha\,N\,II}$-based constraints on the [N II]/Hα and [O III]/Hβ ratios that, despite a few caveats, greatly improve our ability to recover EL properties beyond Hα + [N II].

(v) For the full 10 000 sample and S/N$_r$ = 50 we obtain $\delta = \log W$ is 0.04 ± 0.16, 0.04 ± 0.08, 0.13 ± 0.23, 0.01 ± 0.05, 0.01 ± 0.08, and 0.03 ± 0.13 dex for [O II], Hβ, [O III], Hα, [N II], and [S II], respectively. These statistics, which are already remarkably good, get even better for lines detected with $W > 5$ Å.

We have further presented example applications of the code to real S-PLUS data, including integrated light photospectra and a data cube (Section 4). This second part of the paper showed the following.

(i) The method is capable of producing excellent fits to S-PLUS data. For the two whole galaxy examples shown, the model matches the data to within 2.8 per cent (NGC 1365) and 1.7 per cent (NGC 1379). The derived stellar masses agree well with those obtained from independent photometry and a different method. Because of their large angular extents, spectroscopic estimates of the stellar and EL properties of these two galaxies are available only for their central regions. Considering this caveat, as well as the differences in methodology and definitions, our rough comparison with literature results showed a reasonable level of agreement.

(ii) One of the main applications envisaged for the method developed here is to obtain spatially resolved maps of stellar population and EL of nearby galaxies. A ∼10 × 10 arcmin^2 data cube for NGC 1365 was analysed to showcase this kind of application. The resulting maps trace very well the main stellar, dust, and EL structures across this barred spiral. Comparison with previous MUSE-based properties derived for the inner regions reveals a very good level of agreement, reinforcing the potential of S-PLUS + ALSTAR for IFS-like work.

Next steps include work both on the data and methodological fronts. Including more bands in the analysis [say, the *GALEX* near-ultraviolet (NUV) and far-ultraviolet (FUV) filters], for instance, is straightforward. Similarly, application to J-PAS photometry would both lead to better constraints and extend the redshift range of applicability. Regarding the method itself, a promising way forward is to generalize the $W_{\rm H\alpha\,N\,II}$-based empirical prior used to improve the EL estimation. Given the plethora of correlations between observed properties of galaxies (e.g. Worthey & Ottaviani 1997; Kennicutt 1998; Tremonti et al. 2004; Quilley & de Lapparent 2022), one can envisage a more informative prior including, for instance, data on morphology or colours, to further improve the estimation of EL properties out of photometric surveys like S-PLUS.

ACKNOWLEDGEMENTS

The S-PLUS project, including the T80-South robotic telescope and the S-PLUS scientific survey, was founded as a partnership between the Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo (FAPESP), the Observatório Nacional (ON), the Federal University of Sergipe (UFS), and the Federal University of Santa Catarina (UFSC), with important financial and practical contributions from other collaborating institutes in Brazil, Chile (Universidad de La Serena), and Spain (Centro de Estudios de Física del Cosmos de Aragón, CEFCA). We further acknowledge financial support from the São Paulo Research Foundation (FAPESP), Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado do RS (FAPERGS), the Brazilian National Research Council (CNPq), the Coordination for the Improvement of Higher Education Personnel (CAPES), the Carlos Chagas Filho Rio de Janeiro State Research Foundation (FAPERJ), and the Brazilian Innovation Agency (FINEP).

The authors who are members of the S-PLUS collaboration are grateful for the contributions from CTIO staff in helping in the construction, commissioning, and maintenance of the T80-South telescope and camera. We are also indebted to Rene Laporte and INPE, as well as Keith Taylor, for their important contributions to the project. From CEFCA, we particularly would like to thank Antonio Marín-Franch for his invaluable contributions in the early phases of the project, David Cristóbal-Hornillos and his team for their help with the installation of the data reduction package JYPE version 0.9.9, César Íñiguez for providing 2D measurements of the filter transmissions, and all other staff members for their support with various aspects of the project. The authors also thank Ulisses Manzo Castello, Marco Antonio dos Santos, and Luis Ricardo Manrique for all their support in infrastructure matters.

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

JT-B acknowledges a scholarship from FAPESC (CP 48/2021). FRH acknowledges funding for this work from FAPESP grant 2018/21661-9. LS acknowledges the support from CNPq (308994/2021-3) and FAPESP (2011/51680-6). AL acknowledges a post-doctoral fellowship from CONICET. AVSC acknowledges grants from CONICET and Agencia I+D+i.

DATA AVAILABILITY

The complete S-PLUS DR4 catalogues and reduced fits images are available in the S-PLUS Cloud Database at https://splus.cloud. The catalogues can also be accessed in TOPCAT using the TAP URL: https://splus.cloud/public-TAP/tap, and through the PYTHON package SPLUSDATA (see documentation and source code at https://github.com/Schwarzam/splusdata). The code with which the cubes were produced is available at https://github.com/splus-collab/splus-cubes.

REFERENCES

Almeida-Fernandes F. et al., 2022, MNRAS, 511, 4590
Asari N. V., Cid Fernandes R., Stasińska G., Torres-Papaqui J. P., Mateus A., Sodré L., Schoenell W., Gomes J. M., 2007, MNRAS, 381, 263
Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, PASP, 93, 5
Barbosa C. E. et al., 2020, ApJS, 247, 46
Bell E. F., McIntosh D. H., Katz N., Weinberg M. D., 2003, ApJS, 149, 289
Bonoli S. et al., 2021, A&A, 653, A31
Bruzual G., 1983, ApJ, 273, 105
Bruzual G., Charlot S., 2003, MNRAS, 344, 1000
Bundy K. et al., 2015, ApJ, 798, 7
Calzetti D., 2001, PASP, 113, 1449
Calzetti D., Armus L., Bohlin R. C., Kinney A. L., Koornneef J., Storchi-Bergmann T., 2000, ApJ, 533, 682
Calzetti D., Kinney A. L., Storchi-Bergmann T., 1994, ApJ, 429, 582
Carnall A. C., Leja J., Johnson B. D., McLure R. J., Dunlop J. S., Conroy C., 2019, ApJ, 873, 44
Carnall A. C., McLure R. J., Dunlop J. S., Davé R., 2018, MNRAS, 480, 4379
Cenarro A. J. et al., 2019, A&A, 622, A176
Chabrier G., 2003, PASP, 115, 763
Charlot S., Fall S. M., 2000, ApJ, 539, 718
Chen Q.-H., Grasha K., Battisti A. J., Kewley L. J., Madore B. F., Seibert M., Rich J. A., Beaton R. L., 2023, MNRAS, 519, 4801
Chevallard J., Charlot S., 2016, MNRAS, 462, 1415
Cid Fernandes R., Gu Q., Melnick J., Terlevich E., Terlevich R., Kunth D., Rodrigues Lacerda R., Joguet B., 2004, MNRAS, 355, 273
Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, MNRAS, 358, 363
Cid Fernandes R., Stasińska G., Mateus A., Vale Asari N., 2011, MNRAS, 413, 1687
Cid Fernandes R., Stasińska G., Schlickmann M. S., Mateus A., Vale Asari N., Schoenell W., Sodré L., 2010, MNRAS, 403, 1036
Conroy C., 2013, ARA&A, 51, 393
da Cunha E., Charlot S., Elbaz D., 2008, MNRAS, 388, 1595
Dopita M. A., Sutherland R. S., 2003, Astrophysics of the Diffuse Universe. Springer-Verlag, Berlin
Foreman-Mackey D., 2016, J. Open Source Softw., 1, 24
Gao Y., Egusa F., Liu G., Kohno K., Bao M., Morokuma-Matsui K., Kong X., Chen X., 2021, ApJ, 913, 139
González Delgado R. M. et al., 2021, A&A, 649, A79(GD21)
Heavens A., Panter B., Jimenez R., Dunlop J., 2004, Nature, 428, 625
Iodice E. et al., 2019a, A&A, 623, A1
Iodice E. et al., 2019b, A&A, 627, A136
Kauffmann G. et al., 2003, MNRAS, 341, 33
Kennicutt R. C. J., 1998, ApJ, 498, 541
Lacerda E. A. D. et al., 2018, MNRAS, 474, 3727
Leja J., Carnall A. C., Johnson B. D., Conroy C., Speagle J. S., 2019, ApJ, 876, 3
Lima E. et al., 2022, Astron. Comput., 38, 100510
Lima-Dias C. et al., 2021, MNRAS, 500, 1323
Logroño-García R. et al., 2019, A&A, 622, A180
Lumbreras-Calle A. et al., 2022, A&A, A60, 0004
Mendes de Oliveira C. et al., 2019, MNRAS, 489, 241
Molino A. et al., 2020, MNRAS, 499, 3884
Nakazono L. et al., 2021, MNRAS, 507, 5847
Noll S., Burgarella D., Giovannoli E., Buat V., Marcillac D., Muñoz-Mateos J. C., 2009, A&A, 507, 1793
Pettini M., Pagel B. E. J., 2004, MNRAS, 348, L59
Placco V. M. et al., 2021, ApJ, 912, L32
Quilley L., de Lapparent V., 2022, A&A, 666, A170
Raj M. A. et al., 2019, A&A, 628, A4
Riffel R., Pastoriza M. G., Rodríguez-Ardila A., Bonatto C., 2009, MNRAS, 400, 273
Rola C., Pelat D., 1994, A&A, 287, 676
Sánchez S. F. et al., 2016, A&A, 594, A36
Sánchez S. F. et al., 2022, ApJS, 262, 36
Stasińska G., Asari N. V., Cid Fernandes R., Gomes J. M., Schlickmann M., Mateus A., Schoenell W., Sodré L., Jr, 2008, MNRAS, 391, L29
Su A. H., Salo H., Janz J., Venhola A., Peletier R. F., 2022, A&A, 664, A167
Taylor E. N. et al., 2011, MNRAS, 418, 1587
Tremonti C. A. et al., 2004, ApJ, 613, 898
Vale Asari N., Couto G. S., Cid Fernandes R., Stasińska G., de Amorim A. L., Ruschel-Dutra D., Werle A., Florido T. Z., 2019, MNRAS, 489, 4721
Venturi G. et al., 2018, A&A, 619, A74
Vidal-García A., Charlot S., Bruzual G., Hubeny I., 2017, MNRAS, 470, 3532
Vilella-Rojo G. et al., 2015, A&A, 580, A47
Walcher J., Groves B., Budavári T., Dale D., 2011, Ap&SS, 331, 1
Werle A., Cid Fernandes R., Vale Asari N., Bruzual G., Charlot S., Gonzalez Delgado R., Herpich F. R., 2019, MNRAS, 483, 2382(W19)
Wesson R., Stock D. J., Scicluna P., 2016, MNRAS, 459, 3475
Whitmore B. C. et al., 2023, ApJ, 944, L14
Whitten D. D. et al., 2021, ApJ, 912, 147
Worthey G., Ottaviani D. L., 1997, ApJS, 111, 377

This paper has been typeset from a TEX/LATEX file prepared by the author.

Downloaded from https://academic.oup.com/mnras/article/526/2/1874/7264870 by guest on 16 July 2025

© 2023 The Author(s)
Published by Oxford University Press on behalf of Royal Astronomical Society

APÊNDICE B – SEGUNDO ARTIGO

"Spatially resolved stellar populations and emission line properties in nearby galaxies with J-PLUS.
I. Method and first results for the M101 group"

por J. Thainá-Batista, R. Cid Fernandes, R. M. González Delgado et al.

Publicado em *Astronomy & Astrophysics, Volume 699, July 2025*

DOI: https://doi.org/10.1051/0004-6361/202554704

A&A, 699, A45 (2025)
https://doi.org/10.1051/0004-6361/202554704
© The Authors 2025

Astronomy & Astrophysics

Spatially resolved stellar populations and emission line properties in nearby galaxies with J-PLUS

I. Method and first results for the M101 group

J. Thainá-Batista[1,2,⋆], R. Cid Fernandes[2], R. M. González Delgado[1], J. E. Rodríguez-Martín[1], R. García-Benito[1], G. Martínez-Solaeche[1], L. A. Díaz-García[1], V. H. Sasse[2], A. Lumbreras-Calle[3], A. M. Conrado[1], J. Alcaniz[5], R. E. Angulo[8,9], A. J. Cenarro[3,4], D. Cristóbal-Hornillos[3], R. A. Dupke[5], A. Ederoclite[3,4], C. Hernández-Monteagudo[6,7], C. López-Sanjuan[3,4], A. Marín-Franch[3,4], M. Moles[3], L. Sodré Jr.[10], H. Vázquez Ramió[3,4], and J. Varela[3]

[1] Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC), PO Box 3004, 18080 Granada, Spain
[2] Departamento de Física, Universidade Federal de Santa Catarina, PO Box 476, 88040-900 Florianópolis, SC, Brazil
[3] Centro de Estudios de Física del Cosmos de Aragón, Plaza San Juan 1, 44001 Teruel, Spain
[4] Unidad Asociada CEFCA-IAA, CEFCA, Unidad Asociada al CSIC por el IAA, Plaza San Juan 1, 44001 Teruel, Spain
[5] Observatório Nacional – MCTI (ON), Rua Gal. José Cristino 77, São Cristóvão, 20921-400 Rio de Janeiro, Brazil
[6] Instituto de Astrofísica de Canarias, La Laguna 38205, Tenerife, Spain
[7] Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, 38206 Tenerife, Spain
[8] Donostia International Physics Centre (DIPC), Paseo Manuel de Lardizabal 4, 20018 Donostia-San Sebastián, Spain
[9] IKERBASQUE, Basque Foundation for Science, 48013 Bilbao, Spain
[10] Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, São Paulo, SP 05508-090, Brazil

Received 22 March 2025 / Accepted 14 May 2025

ABSTRACT

Context. Spatially resolved maps of stellar populations and nebular emission are key tools for understanding the physical properties and evolutionary stages of galaxies. These maps are commonly derived from integral field spectroscopy (IFS) data or, alternatively, from multiband imaging techniques.
Aims. We aim to characterize the spatially resolved stellar population and emission-line properties of galaxies in the M101 group using the Javalambre Photometric Local Universe Survey (J-PLUS) data.
Methods. The datacubes first underwent preprocessing steps, including masking, noise suppression, PSF homogenization, and spatial binning. The improved data were then analyzed with the spectral synthesis code ALSTAR, which was previously shown to produce excellent results with the unique 12-band filter system of J-PLUS and Southern Photometric Local Universe Survey (S-PLUS).
Results. We present maps of stellar mass surface density ($\Sigma_\star$), mean stellar age and metallicity, star formation rate surface density ($\Sigma_{\rm SFR}$), dust attenuation, and emission line properties such as fluxes and equivalent widths of the main optical lines. We explore relations among these properties. All galaxies exhibit a well-defined age-$\Sigma_\star$ relation, except for the dwarf galaxies. Similarly, all galaxies follow local $\Sigma_\star$-$\Sigma_{\rm SFR}$ star-forming main-sequence (MS) relations, with specific star formation rates that increase for less massive systems. M101 clearly exhibits a stellar $\Sigma_\star$-metallicity relation, while other galaxies show either flatter or undefined relations. Nebular metallicities correlate with $\Sigma_\star$ in all galaxies.
Conclusions. This study demonstrates the ability of J-PLUS to perform IFS-like analysis of galaxies, offering robust spatially resolved measurements of stellar populations and emission lines over large fields of view. The M101 group analysis showcases the potential for expanding such studies to other groups and clusters, contributing to the understanding of galaxy evolution across different environments.

Key words. methods: data analysis – techniques: photometric – astronomical databases: miscellaneous – galaxies: general – galaxies: stellar content

1. Introduction

Galaxy groups are the smallest aggregates of galaxies, typically composed of fewer than one hundred galaxies, and represent the smallest structures that collapse to form galaxy clusters (Press & Schechter 1974). Groups are common in the nearby Universe, containing approximately half of the galaxies in this volume (Eke et al. 2004). They represent an intermediate environment between galaxies in the field and those in dense clusters.

Groups are associated with a range of galaxy properties that reflect the diversity of processes that act on these scales (Wetzel et al. 2012). Comparisons between galaxies in groups, clusters, and the field have revealed systematic differences in star formation rates (SFRs), gas content, metallicity, and structural properties (e.g., Blanton & Moustakas 2009).

Recently, miniJPAS (Bonoli et al. 2021) has illustrated the power of the Javalambre Physics of the Accelerating Universe Astrophysical Survey (J-PAS; Benitez et al. 2014) to detect groups with masses of up to $10^{13}\,M_\odot$ and to characterize their galaxy populations up to a redshift of $z \sim 1$ (Maturi et al. 2023;

⋆ Corresponding author: jullia.thainna@gmail.com

Open Access article, published by EDP Sciences, under the terms of the Creative Commons Attribution License (https://creativecommons.org/licenses/by/4.0), which permits unrestricted use, distribution, and reproduction in any medium, provided the original work is properly cited.
This article is published in open access under the Subscribe to Open model. Subscribe to A&A to support open access publication.

Doubrawa et al. 2024). Its multiwavelength photometry system, with 56 narrowband filters covering the entire optical range, allows the identification and characterization of galaxy populations and their evolution since $z = 1$ (González Delgado et al. 2021; Díaz-García et al. 2024), as well as the stellar population properties of group members (Rodríguez-Martín et al. 2022; González Delgado et al. 2022).

Similarly, the Physics of the Accelerating Universe (PAU; Csizi et al. 2024) and Advanced Large, Homogeneous Area Medium-Band Redshift Astronomical (ALHAMBRA; Díaz-García et al. 2019, 2015) surveys have also demonstrated the capability of consecutive narrowband filters to determine the stellar population properties of galaxies. Naturally, these methods do not achieve the accuracy available with spectroscopic data (see, for example, Nersesian et al. 2024, 2025), but the results are nonetheless useful.

These recent studies, as well as most previous ones (e.g., Boselli & Gavazzi 2006), used integrated light to examine galaxy properties. Judging from the progress achieved when integrated-light surveys such as the Sloan Digital Sky Surveys (SDSS; York et al. 2000) were complemented with Integral Field Spectroscopy (IFS) surveys like Calar Alto Legacy Integral Field Area Survey (CALIFA; Sánchez et al. 2012) and Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory (MaNGA; Bundy et al. 2015), examining the spatially resolved stellar and nebular properties of galaxies in groups is a worthwhile endeavor. Observationally, the challenge is to cover galaxies over their full spatial extent, as well as wide areas of the sky, to map all group members. Additionally, statistics over many groups are needed to firmly establish whether galaxies in groups at different stages of evolution differ in their internal stellar and nebular properties. These requirements are not easy to satisfy with IFS.

This paper is the first in a series aimed at characterizing the spatially resolved stellar population and emission line (EL) properties of galaxies in groups and clusters with Javalambre Photometric Local Universe Survey (J-PLUS) (Cenarro et al. 2019) and Southern Photometric Local Universe Survey (S-PLUS) (Mendes de Oliveira et al. 2019; Herpich et al. 2024) data, with the methodology developed by Thainá-Batista et al. (2023) (hereinafter TB23). The large field of view of these surveys makes them ideally suited to study groups and clusters, while their unique combination of narrow- and broadband filters provides information on both stellar and nebular properties.

This work focuses primarily on describing the data, the methodology, and an initial analysis of the results for the six galaxies in the M101 group (Garcia 1993). Subsequent papers will target other nearby groups and clusters, such as the M51 group and Fornax (Smith Castelli et al. 2024), gradually building a sample suitable for comparative analyses of galaxy properties across different environments. Section 2 describes the sample and the preprocessing procedures applied to the data. Section 3 reviews and illustrates the fitting technique used. Our primary 2D results are presented in Sect. 4, where we examine maps of the stellar population and the EL properties, as well as the relations between them. Section 5 compares the galaxies in the group with each other in terms of their scaling relations. Finally, our main results are summarized in Sect. 6.

2. Data, sample, and preprocessing

This work explores the properties of galaxies in the M101 group, which, in addition to M101, includes NGC 5474, NGC 5585, NGC 5204, UGC 8837, and NGC 5477. After a brief description of the data (Sect. 2.1) and the individual galaxies in the sample (Sect. 2.2), we explain the series of preprocessing steps applied to the data (Sect. 2.3) prior to the stellar population and EL analysis.

2.1. Data

All six galaxies were observed as part of J-PLUS with an 80 cm robotic telescope at the Observatorio Astrofísico de Javalambre (Cenarro et al. 2014), in Teruel, Spain. The Javalambre Auxiliary Survey Telescope (JAST80; Marín-Franch et al. 2015) is equipped with a 9216×9232 pixel camera (T80Cam), which provides a 1.4×1.4 deg^2 field of view and a pixel scale of 0.55 arcsec pix^{-1}. In this work, we use the third data release (DR3; López-Sanjuan et al. 2024) of J-PLUS. The distinctive feature of J-PLUS is its set of 12 filters, with five broad and seven narrow bands, covering the ~3500–9000 Å range. The filters were designed for a multipurpose survey, spanning applications ranging from the Solar System to extragalactic scales. A full description of J-PLUS, including details on the observations and data reduction, can be found in Cenarro et al. (2019), with example studies based on its data available in Logroño-García et al. (2019), San Roman et al. (2019), Lumbreras-Calle et al. (2022), López-Sanjuan et al. (2022), and Rahna et al. (2025).

Figure 1 shows J-PLUS images of all six galaxies in the group. These composite images are constructed using the *J0660* flux in the R channel, the *g* band in the G channel, and the sum of the fluxes in the five bluest bands (*u, J0378, J0395, J0410, J0430*) in the B channel. As these images reveal, the group consists of spiral and irregular galaxies, with sizes ranging from ~1 to 18 arcmin. The figure also reveals that all galaxies are asymmetric to some degree, and, as evidenced by the red regions in these images, they all exhibit Hα emission, which falls well within the *J0660* filter[1] for the redshifts of the galaxies in the group.

2.2. Individual objects

Table 1 lists basic information on our sample galaxies. We adopted a single distance of 7.24 Mpc to all galaxies in the group, as determined by Lee & Jang (2012) for M101. Information about morphologies was extracted from LEDA (Makarov et al. 2014), NED (Helou 1990), and SIMBAD (Wenger et al. 2000).

M101: Widely known as the Pinwheel Galaxy, M101 (also named NGC 5457, PGC 50063, and UGC 8981) is the dominant galaxy of the group. With a redshift of 0.000804, this nearly face-on, lopsided spiral with an optical diameter of nearly 30 arcmin exhibits tidal features as well as numerous star-forming regions, including giant H II regions of nearly 1 kpc in size (García-Benito et al. 2011). Due to these characteristics, M101 is the subject of many studies in the literature (see, e.g., Bresolin (2007), Hu et al. (2018), Garner et al. (2024) and references therein).

NGC 5474: This dwarf spiral (also known as PGC 50216) also exhibits a lopsided structure, a feature often attributed to its gravitational interaction with M101 (Linden & Mihos 2022). NGC 5474 is the most massive satellite of M101 and has a redshift of 0.000874. Its peculiar structure and the presence of regions with ongoing star formation make it an interesting example of tidal effects within galaxy groups.

NGC 5585: Also known as PGC 51210, this is a late-type galaxy of morphological type SAB(s)d with a redshift of 0.001011. It

[1] The *J0660* filter is centered at 6600 Å with a width of ~138 Å.

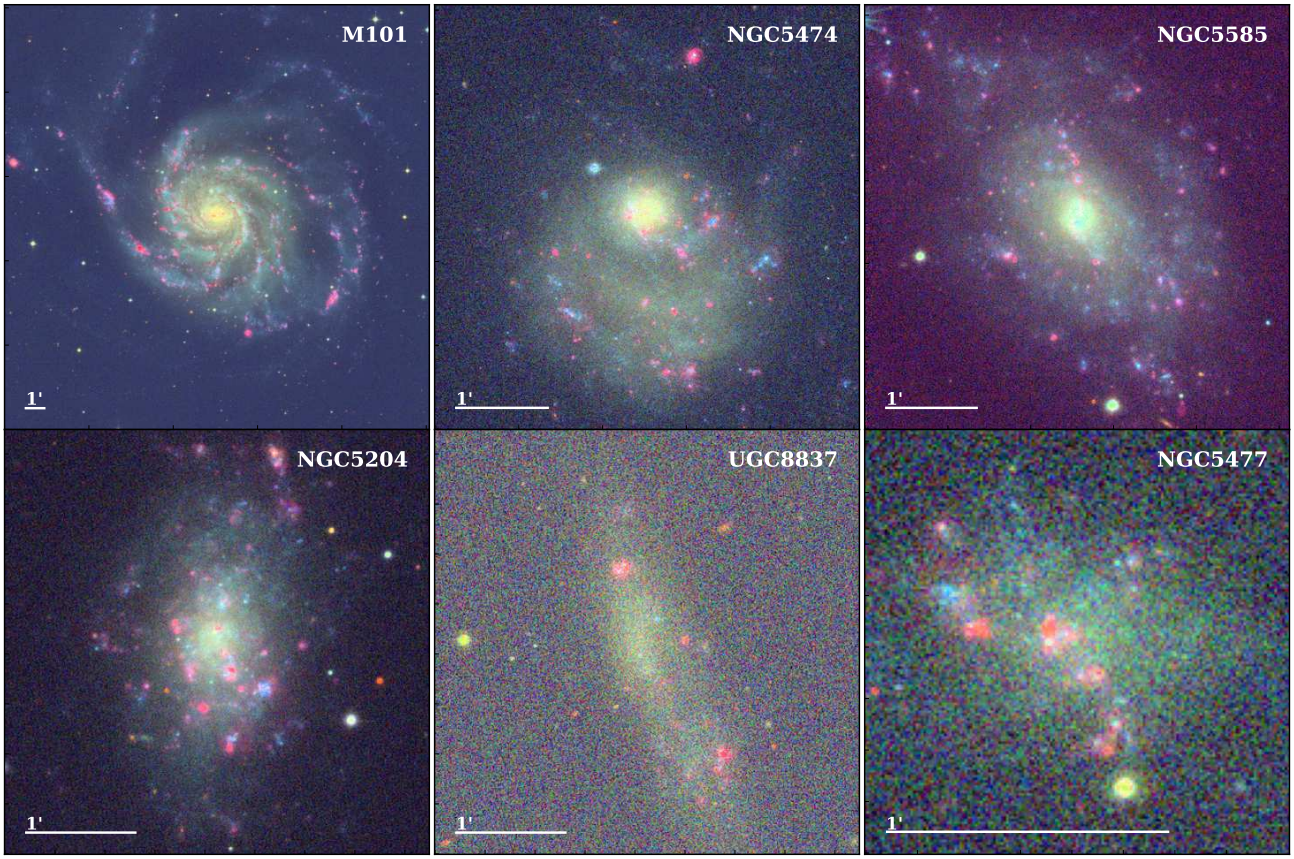


Fig. 1. Composites of the original data for galaxies in the M101 group, constructed using the *J0660*, g, and the sum of the five bluest filters in the R, G, and B channels, respectively. The white bars indicate a scale of 1 arcmin.

Table 1. Galaxies in our sample.

Galaxy	Morphology	$\log M_\star/M_\odot$	M_r
M101	SAB(rs)cd.	10.35	−21.23
NGC 5474	SA(s)cd	9.05	−18.29
NGC 5585	SAB(s)d	8.91	−18.12
NGC 5204	SA(s)m	8.74	−17.89
UGC 8837	IB(s)m	8.03	−15.97
NGC 5477	SA(s)m or I	7.61	−15.38

Notes. The stellar mass and absolute AB *r*-band magnitude are derived from our own J-PLUS datacubes (see Sect. 4).

is particularly notable for being a dark-halo-dominated galaxy (Cote et al. 1991).

NGC 5204: This low-surface-brightness galaxy (also known as PGC 47368) has a redshift of 0.000670. Like the other galaxies in the group, NGC 5204 exhibits an asymmetric structure with numerous regions of star formation.

UGC 8837: This irregular galaxy, also known as PGC 49448, has a redshift of 0.00048. It is the only edge-on galaxy in the group.

NGC 5477: With a redshift of 0.00105, this irregular dwarf galaxy (also known as PGC 50262) is the smallest in the M101 group, with a diameter of approximately 1 arcmin in the *R* band. Its spectrum is characterized by strong emission lines that indicate ongoing star formation.

2.3. Preprocessing

The original flux-calibrated J-PLUS images underwent a series of preprocessing steps before being analyzed for their stellar population and EL information content. The general goals of these preprocessing steps are to clean the data of unwanted or spurious sources (such as foreground stars and background galaxies), reduce the noise level, homogenize the spatial resolution, and ensure photo-spectra with a minimal quality to warrant an analysis with the tools detailed in Sect. 3. The main steps are summarized as follows.

1. Spatial masks – The first step is to define spatial masks mapping (a) the object of interest, (b) the foreground stars and background galaxies, and (c) the sky. The "stars" mask (which includes foreground stars, background galaxies, and artifacts) was built using functions from the PHOTUTILS package (Bradley et al. 2024) combined with our own code to detect sources, followed by an interactive review to confirm source identification and to add saturated stars. The galaxy limits were defined using isophotes at *r*-band surface brightness $\mu_r = 24\,\mathrm{mag/arcsec^2}$, allowing for adjustments when necessary.
2. Butterworth filter – Inspired by the work of Ricci et al. (2014), we apply a low-pass Butterworth filter that reduces noise and instrumental artifacts, particularly in the outer regions, where the signal is weaker.
3. PSF homogenization – The full width at half maximum (FWHM) for the different bands is then used to convolve all images to the worst point spread function (PSF), resulting in a common spatial resolution.

4. Binning – We rebin the data in 2×2 pixels, changing the original 0.55 arcsec/pix scale to 1.1 arcsec/pix. This step increases the signal-to-noise ratio (S/N) and optimizes computational operations while maintaining the spatial resolution close to that of the original data.
5. Pixel tagging – Next, we assign each pixel to one of three categories: (a) H II region, (b) dusty region, and (c) unlabeled region. Pixels tagged as H II region are selected as those with a combined Hα + [N II] equivalent width of >40 Å and a flux >5.5σ above the average over the whole galaxy. The Hα + [N II] values used in this stage are obtained using the method of Vilella-Rojo et al. (2015) (see also Rahna et al. 2025). Dusty pixels are defined as those with a z-band/g-band flux ratio greater than 1.2, a condition that does not occur for any galaxy in this work. These tags are used in the next step (Voronoi binning), which is carried out separately for each tag, thus mitigating the mixing of physically different pixel types within the same bin. We reserve a graphical illustration of this tagging strategy for the case of M51 (Thainá-Batista et al., in prep.), which has many dusty and H II regions.
6. Voronoi Binning – Finally, we apply Voronoi binning (Cappellari & Copin 2003) to ensure a minimum S/N across bins. After testing different target S/N and filter combinations, we selected the u-band as the reference band with a specific S/N for each galaxy: $S/N_u = 8$ for NGC 5477 and UGC 8837, $S/N_u = 10$ for M101, NGC 5474, and NGC 5204, and $S/N_u = 20$ for NGC 5585.
7. Local sky re-subtraction – If the sky regions present a systematically net positive spectrum, we refine the original sky subtraction by subtracting the average sky spectrum in the datacube. This optional extra step affects only the fainter regions of the galaxy.

Figure A.1 illustrates the progressive effects of these steps, while Fig. A.2 shows how Fig. 1 appears after preprocessing. The final datacubes are divided into 11706, 752, 1512, 2753, 120, and 133 Voronoi zones for M101, NGC 5474, NGC 5585, NGC 5204, UGC 8837, and NGC 5477, respectively, covering areas corresponding to equivalent circular radii ranging from 28 kpc (M101) to 2 kpc (NGC 5477).

The errors in the photometric fluxes (ϵ_λ) are important both in step six (Voronoi binning) and in the photo-spectral fits discussed below. A simple propagation of errors produces S/N ratios in excess of 100 in the r band, a level of precision that cannot realistically be achieved given the simplifications and limitations in the spectral modeling of galaxies, including our own. We therefore limit the errors in the r band such that S/N_r does not exceed 25. Errors in the other bands are adjusted in order to preserve the shape of the error spectrum of the original data, as computed from the median $\epsilon_\lambda/\epsilon_r$ spectrum within the galaxy mask. This spectrum is computed for each galaxy separately, although it is very similar in all cases, with errors in the five bluest bands averaging $7.7 \times \epsilon_r$, while those in the four reddest bands are $1.6 \times \epsilon_r$.

3. Data analysis

The preprocessed photo-spectra are fitted using the ALSTAR code, a spectral energy distribution (SED) fitting tool similar to others such as CIGALE (Boquien et al. 2019), PROSPECTOR (Johnson et al. 2021), and PROSPECT (Robotham et al. 2020). Like MUFFIT (Díaz-García et al. 2015) and BAYSEAGAL (González Delgado et al. 2021), ALSTAR was developed in the context of J-PLUS and J-PAS and has already been tested and tailored to handle data from these surveys. A key advantage of ALSTAR is its ability to simultaneously derive stellar population properties and emission line characteristics.

A detailed description of the code is given in TB23, including applications to integrated and spatially resolved S-PLUS data that are essentially identical to those analyzed here. This section briefly reviews the code, its ingredients, and updates. Examples of fits to different regions of M101 are also presented.

3.1. ALSTAR

The ALSTAR code performs a non-parametric decomposition of a photo-spectrum in terms of a spectral base containing both stellar population and EL elements. The stellar base used in this work comprises composite stellar populations corresponding to periods of constant star formation rate, with 16 approximately logarithmically spaced age intervals spanning from 0 to 14 Gyr, and three different metallicities (0.2, 0.5, and 1 $Z_\odot$). We note that the adopted metallicity range does not reach the over-solar values allowed for in TB23. Our choice of a more restricted Z-range is justified by the fact that previous spectroscopic estimates of the stellar metallicity across the body M101 point to values $\lesssim Z_\odot$ (Lin et al. 2013; Simanton-Coogan et al. 2017). Imposing this external constraint helps to reduce the inherent degeneracies of spectral synthesis of stellar populations.

Spectra of these 48 components are built from an updated version of the Bruzual & Charlot (2003) models (see Martínez-Paredes et al. 2023). The Chabrier (2003) initial mass function (IMF) is adopted. This stellar base is expanded to include 94 EL base elements of unitary Hα flux and relative line intensities mimicking those observed in real galaxies, including H II regions, diffuse ionized gas (DIG), and active galactic nuclei.

The empirical EL base of TB23 was updated to include the corresponding nebular continuum emission, which can be significant in spaxels dominated by H II regions (see, e.g., Corbin et al. 2006; Miranda et al. 2025). The PyNeb tool (Luridiana et al. 2015) was used for this purpose. The (relatively minor) dependence of the nebular continuum on the electron temperature is accounted for in an approximate way by following the relation between T_e and gas metallicity in the models by Byler et al. (2017), and by using the $O3N2 \equiv \log([O\,III]/H\beta)/([N\,II]H\alpha)$ calibration of Marino et al. (2013) to estimate the gas metallicity.

The Calzetti et al. (2000) law is used to model dust attenuation. Two dust components are included: one applied to all base components (parameterized by the V-band optical depth τ^{ISM}), and an extra component applied only to populations younger than 10 Myr to represent the dust in the birth clouds (τ^{BC}). The ratio τ^{BC}/τ^{ISM} is kept fixed at 1.27, as found in the original Calzetti et al. (1994) paper on differential extinction (see also Charlot & Fall 2000). The ELs associated with components compatible with star-formation are attenuated by $\tau^{BC} + \tau^{ISM}$ (as are the ≤10 Myr components), whereas other components of the EL base are attenuated by only τ^{ISM}.

This general scheme is complemented with an empirical prior which (1) uses a first ALSTAR fit to estimate the combined equivalent width of the [N II]$\lambda\lambda$6548,6584 and Hα lines ($W_{H\alpha N\,II}$), (2) reduces the EL base to elements where such values of $W_{H\alpha N\,II}$ are found in real galaxies, and (3) reruns ALSTAR. The major effect of this prior is to break the degeneracy between [N II] and Hα fluxes, which are both covered by the same *J0660* narrow band.

The fits are repeated 100 times with fluxes perturbed with Gaussian noise of amplitude ϵ_λ. Averages over these Monte Carlo (MC) runs are used to define our estimates of physical

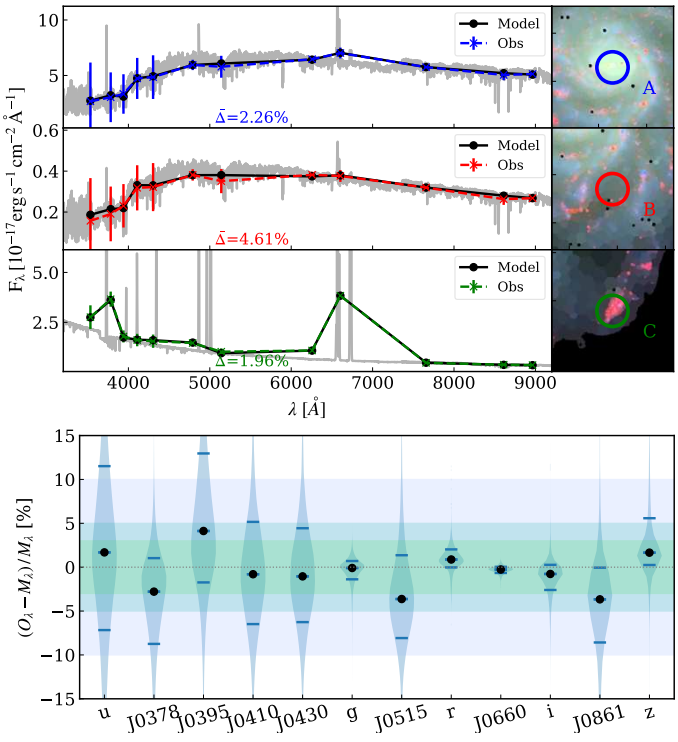


Fig. 2. *Top:* Example ALSTAR fits for individual spaxels in three different regions of M101. Colored lines with error bars show the data (O_λ), while black lines show the model photometric fluxes (M_λ), and the gray lines show the corresponding high-resolution model spectrum. Images on the right show 278″ × 278″ composites built with the *J0660*, *r*, and *g* fluxes in the R, G, and B channels, respectively. *Bottom:* Distributions of the $(O_\lambda - M_\lambda)/M_\lambda$ relative residuals of the fits for the 12 J-PLUS bands for 11 705 zones in M101. Median residuals are marked by solid black circles, while the horizontal bars mark the 16 and 84 percentiles.

properties such as masses, mean ages, EL fluxes, and others, as well as their uncertainties.

3.2. Example fits to M101

Figure 2 illustrates the quality of our fits. The top panels show three examples of "J-spectra", corresponding to the nucleus (A), an interarm zone (B), and an H II region (C), depicted in the stamps on the right. The observed (O_λ) and model (M_λ) photo-spectra are shown in the left panels, where the solid black line represents the model photometry, while the dashed line and error bars represent the data. In all cases, the fluxes shown correspond to those inside a single 1.1″ × 1.1″ (rebinned) spaxel, although region B falls inside a Voronoi zone comprising 333 pixels.

As expected from our previous work with S-PLUS (TB23), the ALSTAR fits are very good in all three examples, which span both different spectral shapes and over an order of magnitude in surface brightness. The mean relative absolute deviation, $\overline{\Delta} \equiv \langle |O_\lambda - M_\lambda|/M_\lambda \rangle$, between data and model fluxes is just 2.26, 4.61, and 1.96% for regions A, B, and C, respectively. For the M101 datacube as a whole, the median $\overline{\Delta}$ is 3.6%, and only 323 of the 11 706 (2.7%) fits have $\overline{\Delta} > 10\%$. These results are also typical of the quality of the fits for NGC 5474, NGC 5585, and NGC 5204, whose median $\overline{\Delta}$ ranges from 2.3 to 3.2%. For NGC 5477 and UGC 8837, the fainter galaxies in the M101 group, the fits are somewhat worse, with median $\overline{\Delta}$ values of 6.0 and 4.0%, respectively. Figure A.3 shows example fits for these other galaxies, as well as $\overline{\Delta}$ maps for the whole sample.

The violin plots in the bottom panel of Fig. 2 show the distributions of the relative residuals, $(O_\lambda - M_\lambda)/M_\lambda$, for the 12 bands. As expected, residuals are statistically larger towards the bluer (noisier) bands.

Overall, the ALSTAR fits are very good. From TB23, we further know that the stellar population and EL properties derived from these fits are reliable, in the sense that they agree with those derived from much more detailed ("Å by Å") full spectral fits.

4. Results

We examine the properties derived from our analysis of J-PLUS data for galaxies in the M101 group. We begin with maps of stellar populations (Sect. 4.1) and EL properties (Sect. 4.2). We then investigate the relations between these properties within each galaxy (Sect. 4.3).

4.1. Stellar population maps

Figure 3 presents maps of stellar population properties obtained with our method for each of the galaxies in the M101 group. The maps are sorted by stellar mass, with larger $M_\star$ at the top.

The first column panels show the stellar mass surface density, $\Sigma_\star$. In M101 (top row), $\Sigma_\star$ decreases from ∼3000 $M_\odot$ pc^{-2} in the nucleus to <10 $M_\odot$ pc^{-2} in the outer parts. As is usual in spirals, the high contrast between arms and interarm regions seen in optical images is not as strong when viewed in mass density. The peak $\Sigma_\star$ values reached by the other galaxies decrease from ∼460 $M_\odot$ pc^{-2} for NGC 5474 to ∼40 $M_\odot$ pc^{-2} for NGC 5477, following a sequence in $M_\star$.

The second column in Fig. 3 shows the luminosity-weighted mean log stellar age, defined as $\langle \log t \rangle_L \equiv \sum_j x_j \log t_j$, where x_j is the fraction of the flux at 5635 Å (our reference normalization wavelength) associated with the population j at the base. In M101 there is a gradual decrease of $\langle \log t \rangle_L$ toward the outer regions, as well as many "islands" of very low age along the arms, corresponding to the many star-forming regions in this galaxy (also detected in our EL maps, as discussed below). Although a direct quantitative comparison is not warranted because of methodological differences, our negative age gradient is consistent with the trend reported by Hu et al. (2018) on the basis of full spectral fitting (their Figure 6), as well as with the map produced by Lin et al. (2013), whose use broad-band photometry from the UV to the mid-IR and a very different modeling strategy based on parametric star formation histories (their Figure 11). Both works further identify a young central component, in line with our Fig. 3.

This same global description applies to NGC 5574, NGC 5585, and NGC 5204, but this pattern is no longer recognizable in UGC 8837 and NGC 5477, the two less massive galaxies in the group. At the same time, low $\langle \log t \rangle_L$ values become progressively more prevalent as one moves down the $M_\star$ scale. These results are in line with those obtained from IFS surveys, such as the CALIFA-based study by González Delgado et al. (2014a), who found flatter age gradients for lower-mass galaxies, or the MaNGA-based study by Sánchez (2020), who confirm this trend for a larger sample.

A detailed study of star formation rates (SFRs) will be presented in an upcoming paper, but for completeness, the third column of Fig. 3 shows maps of the SFR surface density derived from the ALSTAR fits, $\Sigma^\star_{\rm SFR}$. These are computed by adding the

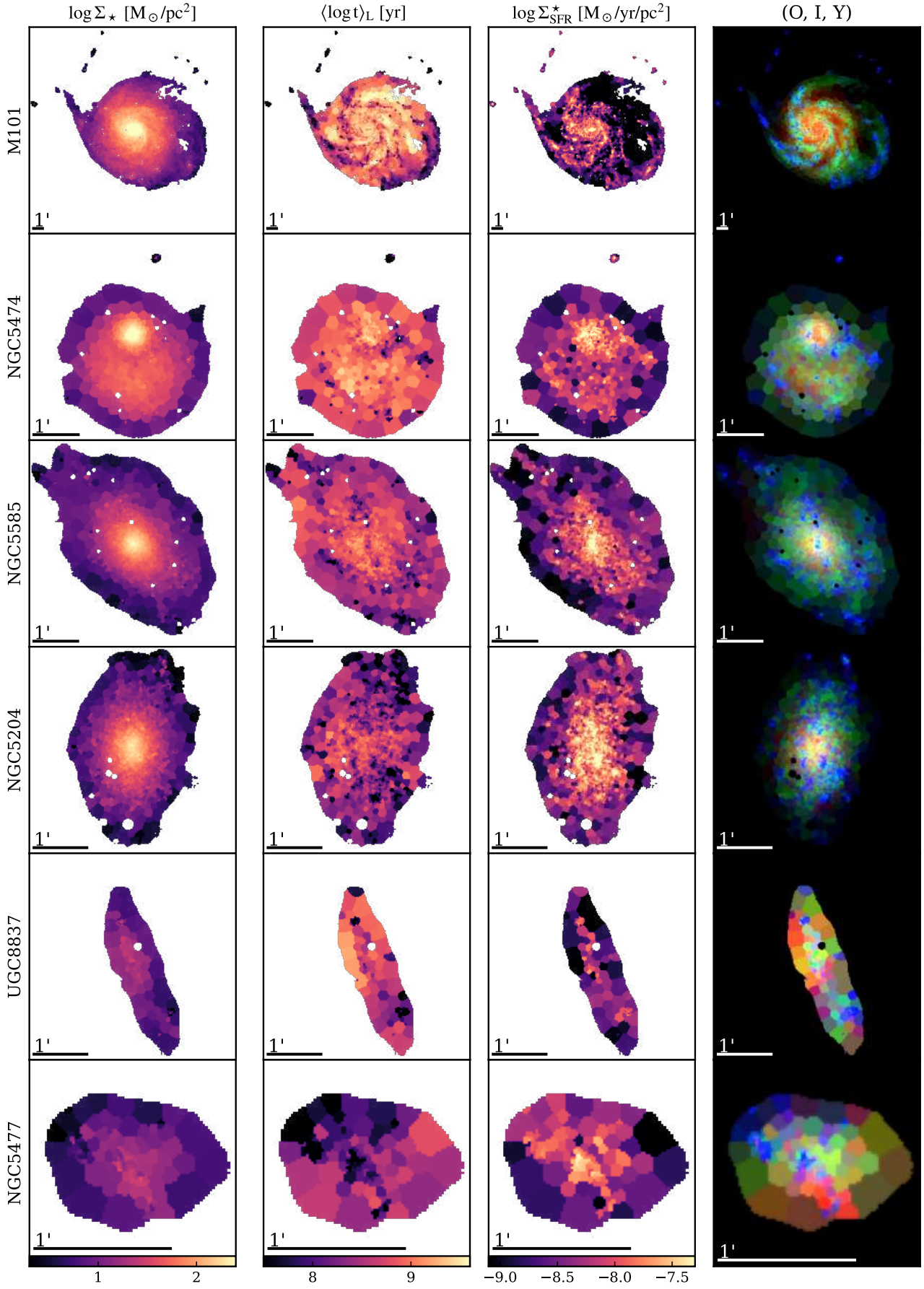


Fig. 3. Maps of stellar population properties for galaxies in the M101 group. From left to right: surface density, mean age, star formation rate (SFR) surface density, and an RGB with the fluxes at 5635 Å of old, intermediate-age, and young populations. See text for details.

mass in stars formed in the last t_{SF} years and dividing it by t_{SF} (as in Asari et al. 2007). We adopt $t_{SF} = 100$ Myr as a compromise between the desire to map the recent SFR and the need to group the base ages to produce a more robust estimator (see, e.g., the experiments in Cid Fernandes et al. 2004). The maps combine the patterns of the first and second panels, showing higher $\Sigma^{\star}_{SFR}$ in regions of higher $\Sigma_{\star}$, as expected from the star-forming main sequence (MS, e.g., Enia et al. 2020), but also in regions of low $\langle \log t \rangle_L$. We also note the strong asymmetry in the $\Sigma^{\star}_{SFR}$ map of M101.

Finally, the rightmost images in Fig. 3 combine the fluxes at 5635 Å of young ($t \leq 10$ Myr), intermediate-age (10 Myr $< t <$ 1 Gyr), and old ($t \geq 1$ Gyr) populations into an RGB composite. The overall inside-out R → G → B run of colors in the M101 to NGC 5204 panels reflects the negative mean age gradient previously seen in the $\langle \log t \rangle_L$ maps, while for UGC 8837 and NGC 5477 no organized pattern is discernible. In M101, where the spiral arms are well defined, old populations are also ubiquitous in the inter-arm regions, while the arms themselves are dominated by intermediate-age and young populations.

Maps of the dust optical depth, along with dereddened color composites (similar to those presented in TB23 for NGC1365), are presented in Fig. A.4. Unlike in the M51 group (Thainá-Batista et al., in prep.), dust attenuation is generally small throughout all galaxies in the M101 group (typically around 0.2 mag in terms of A_V), with the most notable exceptions occurring in star-forming regions, which are dustier. The typical value of A_V for Sd galaxies, as reported by González Delgado et al. 2015, is approximately 0.2 mag, which is also representative of the galaxies in the M101 group (Table 1).

The uncertainties in the properties discussed above are estimated from the dispersion among the MC realizations performed by ALSTAR. Using the robust σ_{NMAD}[2] statistic to quantify these noise-related uncertainties, we find median uncertainties of 0.22–0.25 dex in $\log \Sigma_{\star}$ over the six M101 group galaxies, rising to ∼0.4 dex in regions of strong star formation. Mean light-weighted ages have median $\sigma_{NMAD}(\langle \log t \rangle_L)$ values of 0.3–0.5 dex, with greater uncertainty for ages near 10^8 yr and in the fainter outskirts. Stellar metallicities exhibit smaller formal errors (∼0.2 dex), largely reflecting the restricted metallicity grid used, while SFR surface densities have $\sigma_{NMAD}(\log \Sigma_{SFR}) \sim$ 0.2 dex when considering only zones where young populations contribute at least 30% of the 5635 Å flux. Appendix A.5 discusses these and other uncertainties in more detail.

4.2. Emission line maps

We now examine the EL properties derived from our fits. Figure 4, illustrates this, with the first column showing the Hα surface brightness ($\Sigma_{H\alpha}$) maps for galaxies in the M101 group, ordered as in Fig. 3. Star-forming regions stand out clearly in all cases. Diffuse emission is also detected, particularly in the central regions of the top four galaxies and between the arms of M101. Although expected from a physical perspective, it is interesting to note the strong correspondence between these Hα maps and the young stellar populations mapped in Fig. 3, which shows that our methodology is able to identify young populations by their contributions to both ELs and stellar continuum.

The second column of Fig. 4 shows maps of the Hα equivalent width ($W_{H\alpha}$). The maps span values from as low as 1 Å to more than 1000 Å. Again, there is an excellent correspondence between regions of large $W_{H\alpha}$ and those of small $\langle \log t \rangle_L$ in Fig. 3. Regions depicted in red-orange colors, where $W_{H\alpha}$ values are relatively small, are visibly more diffuse than those in blue ($W_{H\alpha} > 100$ Å), which appear to be knotty. This diffuse emission matches the characteristics of the mixed diffuse ionized gas (DIG) component defined by Lacerda et al. (2018), with $W_{H\alpha}$ in the ∼3–14 Å range. Given the widespread star formation in these galaxies, it is likely that this diffuse emission is mainly powered by leakage of ionizing photons from H II regions (Watkins et al. 2024).

Regions B and C of Fig. 2 are examples of regions whose ELs are dominated by DIG and H II regions, respectively. Their $W_{H\alpha}$ values are 9.4 and 700 Å, respectively, while [N II]/Hα = 0.5 and 0.10. The large $W_{H\alpha}$ in region C is in fact evident from its J-spectrum in Fig. 2, which also shows a strong [O II] ($W_{[O\,II]}$ = 231 Å according to our fits). The nucleus (region A) has intermediate values, with $W_{H\alpha}$ = 15.9 Å and [N II]/Hα = 0.37.

The third column of Fig. 4 combines the [N II], Hα, and [O III] maps into an RGB composite, which synthesizes our main results regarding ELs and their spatial variations. The fourth column shows the corresponding BPT diagrams (Baldwin et al. 1981), log[O III]/Hβ versus log[N II]/Hα, where the points are colored as they appear in the RGB panel. The rather schematic appearance of our BPT diagrams stems from our methodology to estimate ELs from J-PLUS photometry, which involves a discrete EL base constructed on the basis of the BPT diagram itself (see TB23).

The redder hue in the central regions of the top four galaxies, as well as in inter-arm regions of M101, trace regions of elevated [N II]/Hα, characteristic of DIG-like emission. Star-forming regions gradually change their colors in this image from green in the inner disk to blue in the outer parts due to a systematic increase of the ratio between [O III] (plotted in the B channel) to Hα (G). In the case of M101 we associate this behavior with its well-documented negative nebular metallicity gradient (e.g., Bresolin 2007, Croxall et al. 2016). This is confirmed in its BPT diagram, where spaxels with bluer points from the outer H II regions in the RGB composite populate broadband in the upper-left, low oxygen-to-hydrogen abundance ratio (O/H) regions of the BPT. The diagram also shows how reddish regions in the ([N II], Hα, [O III]) composite map onto the right wing of the BPT, as one would expect for DIG-like ELs. We also note how dark (low flux, mostly inter-arm) regions in the EL RGB map onto the right wing of the BPT. The same trend also appears present in the ([N II], Hα, [O III]) images of NGC 5474, NGC 5585, and NGC 5204, although it is not as pronounced as in M101.

Our map $W_{H\alpha}$, the BPT diagram and the radial trends in the line ratios for M101 agree well with the results of Hu et al. (2018). However, this conclusion is based on a coarse visual analysis, since their "maps" are not continuous, but focus on individual H II regions, which also explains why their study barely samples the right wing DIG-dominated regions of the BPT in M101.

Typical (MC-based) uncertainties in $\Sigma_{H\alpha}$ range from 0.1 to 0.3 dex across our galaxies, with the larger relative uncertainties occurring in regions of weak line emission. Restricting the analysis to the regions where $W_{H\alpha} > 30$ Å, we obtain $\sigma_{NMAD}(\log \Sigma_{H\alpha})$ that ranges from 0.04 to 0.13 dex. For $W_{H\alpha}$, we obtain $\sigma_{NMAD}(\log W_{H\alpha}) \sim 0.1$ dex for most galaxies (up to 0.3 dex in the noisiest cases). Ratios such as [N II]/Hα show median uncertainties near 0.2 dex. For a more detailed discussion of uncertainties in EL properties, see Appendix A.5.

[2] $\sigma_{NMAD}(x) = 1.4826 \times \text{median}(|x - \text{median}(x)|)$.

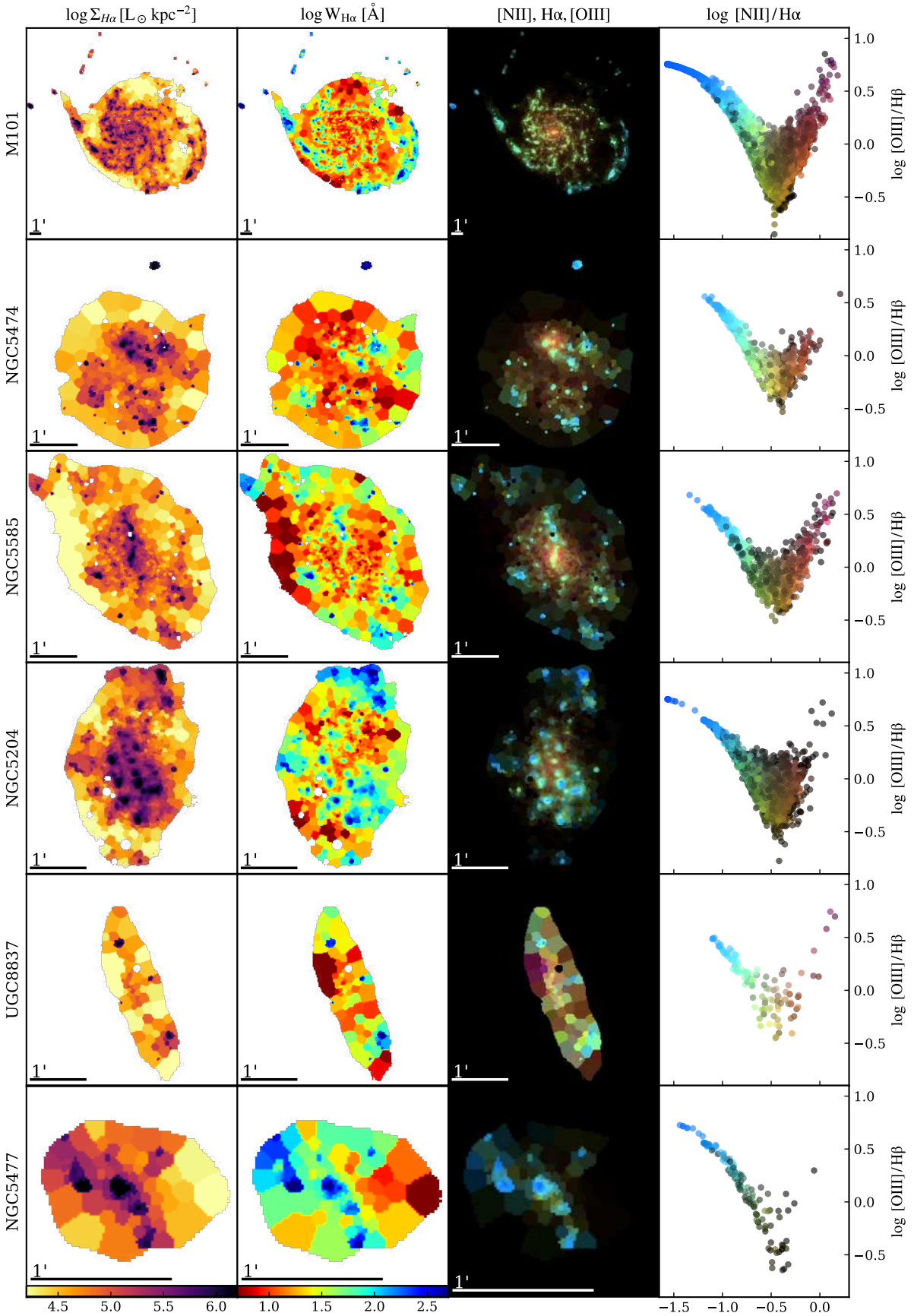


Fig. 4. Maps of emission-line properties. From left to right: Hα surface brightness; Hα equivalent width; RGB with the ([N II], Hα, [O III]) fluxes; BPT diagram of the spaxels of each galaxy, with points color-coded as in the RGB panel.

4.3. Age-metallicity-mass relations

We now examine our results in terms of the relations among the derived properties. Some of the most studied relations in galaxies are the mass-age, mass-metallicity, and mass-SFR relations. These relations are mapped both for galaxies as a whole (e.g., Gallazzi et al. 2005; Renzini & Peng 2015), and with spatially resolved observations (e.g., González Delgado et al. 2016; Sánchez 2020).

Figure 5 plots the mean stellar age and metallicity, as well as the nebular metallicity and the SFR surface density, against the local stellar mass surface density. As in previous figures, galaxies are sorted by mass. Points are colored by $\log W_{\mathrm{H}\alpha}$, which facilitates the identification of spaxels associated with star-forming regions. Bins along the $\Sigma_\star$-axis were defined to draw median curves (thick line with circles) and 16th and 84th percentiles (gray lines). Given the systematic decrease in $\Sigma_\star$ with distance to the center, these plots can be seen as equivalent to radial profiles, with the advantage of bypassing the need to define a meaningful radial coordinate in these distorted systems.

4.3.1. The mass-age relation

The tendency for more massive galaxies to have older stellar populations (also known as "downsizing"; Pérez-González et al. 2008), has a local counterpart within galaxies (González Delgado et al. 2014b). The left panels in Fig. 5 show how our $\langle \log t \rangle_L$ age indicator varies as a function of $\Sigma_\star$ for galaxies in the M101 group.

Except for the dwarfs, all other galaxies in the group show a clear mass-age relation, with relatively tight ranges in $\langle \log t \rangle_L$ for fixed $\Sigma_\star$. The increase in age with mass depicted in these plots reflects the overall negative age gradients seen in Fig. 3 and is well documented in the literature, particularly in studies based on IFS data (Sánchez 2020 and references therein). The two galaxies that deviate from this pattern are UGC 8837 and NGC 5477, the smallest and least massive galaxies of the group, which exhibit a flat mass-age relation, in line with the IFS-based results of González Delgado et al. (2015), which indicate flatter age profiles at lower galactic masses.

In particular, regions that deviate from the median trend tend primarily toward younger ages and have larger $W_{\mathrm{H}\alpha}$ (more than 50 Å), as indicated by their green-blue symbols. Despite the abundance and prominence of these star-forming regions, they occupy only a fraction of the area of the galaxies, and thus have relatively little influence on the median relation. We note in passing that the systematic gradient in symbol colors along the vertical direction in these panels reinforces the connection between $\langle \log t \rangle_L$ and $W_{\mathrm{H}\alpha}$ noted while comparing their maps in Figs. 3 and 4.

4.3.2. The stellar mass-metallicity relation

To investigate the stellar mass-metallicity relation (MZR), we use the mass weighted mean (log) stellar metallicity, $\langle \log Z \rangle_M \equiv \sum_j \mu_j \log Z_j$, where μ_j denotes the mass fraction associated with the component j. Since most of the mass in a stellar population lies in low-mass, long-lived stars, this index naturally gives a larger weight to old populations. This is desirable, given the well-known difficulty in estimating stellar metallicities in young populations (e.g., Cid Fernandes et al. 2005). Still, given the profusion of star-forming regions in our galaxies, many spaxels have their light dominated by young stars to the point of affecting the derived $\langle \log Z \rangle_M$ values. To mitigate this effect, we focus on regions where populations older than 1 Gyr account for more than $x_O = 50\%$ of the flux at 5635 Å.

The second column of Fig. 5 shows the resulting stellar MZRs. Again, points are colored by $W_{\mathrm{H}\alpha}$, and median, 16th, and 84th percentile relations are indicated. Due to its much larger statistics, M101 exhibits a better-defined stellar MZR, with a clear increase of $\langle \log Z \rangle_M$ for increasing $\Sigma_\star$. Ultimately, this reflects a negative stellar metallicity gradient, with inner (denser) regions being more metal-rich (∼1/2 solar), than the outer (less dense) ones (∼1/4 solar at the median point). The color scheme shows that the scatter in the MZR is related to $W_{H\alpha}$, and hence (indirectly) to $\langle \log t \rangle_L$, in the sense that, for a fixed $\Sigma_\star$, younger zones have larger metallicities. This is consistent with chemical evolution, although one should keep in mind the caveats associated with estimating stellar metallicities in the presence of young populations.

Unlike M101, NGC 5474 exhibits a flat MZR. The values of $\langle \log Z \rangle_M$ are generally lower than those in M101, oscillating around 0.3 solar. NGC 5585 and NGC 5204 exhibit, at best, weak MZRs. No meaningful statement can be made about the stellar MZR in the two smallest galaxies in the sample, as they have too few regions satisfying our $x_O > 50\%$ criterion to obtain a statistically meaningful estimate of $\langle \log Z \rangle_M$.

4.3.3. The nebular mass-metallicity relation

The nebular version of the local MZR is shown in the third column of Fig. 5. We estimate $12 + \log \mathrm{O/H}$ using the O3N2 index, following the calibration by Marino et al. (2013). Since this strong-line method is only applicable to star-forming regions, we exclude all zones whose ELs place them above the Kauffmann et al. (2003) line in the BPT diagram. We further exclude zones where $W_{\mathrm{H}\alpha} < 14$ Å to mitigate effects of the mixed-DIG component discussed by Lacerda et al. (2018), although this additional constraint has negligible effects on the resulting MZRs. Finally, we disregard zones larger than 50 pixels to avoid their disproportionate weight in the overall statistics and to minimize the mixing of very different spatial scales.

The correlation between $\Sigma_\star$ and O/H is evident in M101, as reinforced by the thick black solid lines in Fig. 5, which trace the median relation. This nebular MZR is consistent with the well-documented O/H gradient in M101 (e.g., Kennicutt et al. 2003; Berg et al. 2020), as well as with MZRs derived from IFS studies of other galaxies. The points overlap well with the dotted contour, which outlines the 50% contour for Sd galaxies from the review by Sánchez (2020) (shifted by −0.26 dex to correct for differences in the IMF). The median curve is also close to the MZR obtained by Barrera-Ballesteros et al. (2016) in their analysis of 653 MaNGA galaxies, marked with a dashed line (also adjusted for IMF), a difference that we attribute to the contribution of more massive, metal-rich systems in their sample, particularly at large $\Sigma_\star$.

Nebular MZRs are also found for NGC 5474, NGC 5585, and NGC 5204, although they are not as well defined as in M101. In the cases of UGC 8837 and NGC 5477, MRZ is only weakly indicated, consistent with IFS-based studies that generally report weak or absent systematic nebular metallicity gradients in low-mass galaxies (e.g., Belfiore et al. 2017). Our results for these five less massive galaxies in the M101 group align well with the region occupied by spaxels in MaNGA galaxies with $\log M_\star/M_\odot < 9.2$ from Barrera-Ballesteros et al. (2016), shown as a solid gray line (also adjusted for IMF). These contours also overlap with the outer regions of M101.

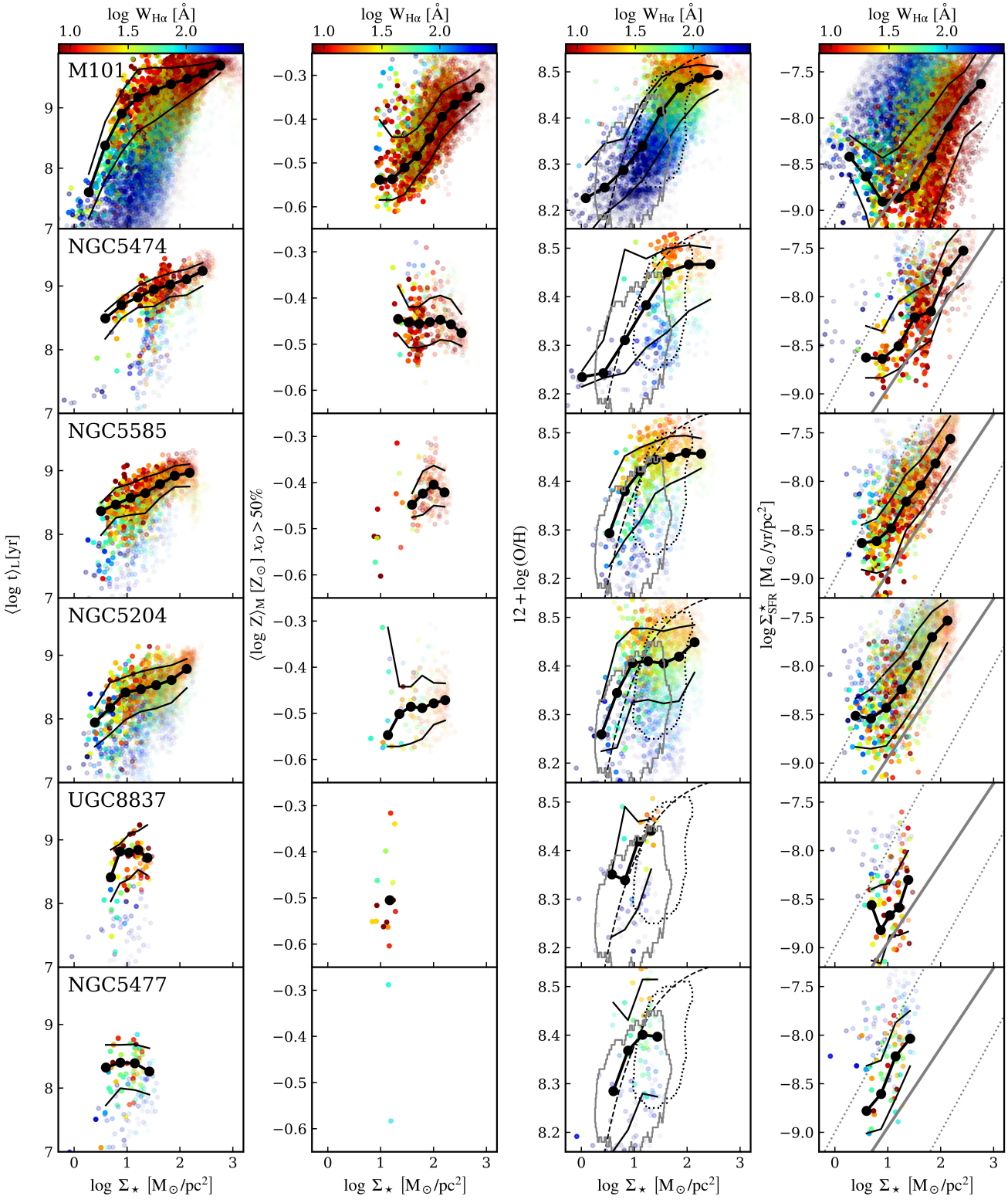


Fig. 5. Scaling relations for galaxies in the M101 group. Individual zones are plotted as circles colored by log $W_{H\alpha}$. The thick black lines with circle markers indicate the median curves for bins in log $\Sigma_\star$; thin lines show the corresponding 16th and 84th percentile curves. In the third column, the black dashed line is the median curve from Barrera-Ballesteros et al. (2016) for 653 MaNGA galaxies. The gray line shows the 80% contour of Barrera-Ballesteros et al. (2016) for MaNGA galaxies with log $M_\star/M_\odot < 9.2$. The dotted contour indicates the typical loci of Sd galaxies from Sánchez 2020. Dashed lines in the fourth column panels mark lines of specific SFR = 0.01 and 1 Gyr^{-1}. The solid gray line is the relation obtained by Enia et al. (2020) – see text for details.

Evidently, these results are subject to the usual caveats and limitations of strong-line methods, further compounded by the uncertainties inherent in our approach for estimating EL fluxes from purely photometric data.

4.3.4. The spatially resolved star-forming main sequence

The rightmost panels of Fig. 5 show the relation between the SFR surface density estimated from the fits ALSTAR, $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$, and $\Sigma_{\star}$. In addition to the median and percentile curves, these panels include lines for specific SFRs of 0.01 and 1 Gyr^{-1}, as well as the relation obtained by Enia et al. (2020), based on multiband photometry from UV to far IR of eight $M_{\star} = 1$–$5 \times 10^{10}\,M_{\odot}$ grand design spirals (shown as a thick gray line).

The effects of spatial sampling (which varies from 39 pc spaxels to 2 kpc Voronoi zones across our galaxies) on the scatter in this relation are explored in detail in a separate study. We anticipate that these effects are significant. However, median curves should be immune to this issue, so we focus on them here.

All galaxies exhibit $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$-$\Sigma_{\star}$ relations that are either approximately ∼ parallel to the Enia et al. (2020) line or, in the case of M101, very close to it, at least for $\Sigma_{\star} \gtrsim 10\,M_{\odot}/{\rm pc}^2$. In all cases, regions with high $W_{\rm H\alpha}$ lie systematically above the median relations, consistent with $W_{\rm H\alpha}$ being a tracer of a specific SFR. The flattening or upturn seen at low $\Sigma_{\star}$ is not unexpected, as most zones contributing to the median curve in these regions have large $W_{\rm H\alpha}$, as indicated by their green-blue colors. This is likely a selection effect: low $\Sigma_{\star}$ regions only enter the galaxy mask if they are sufficiently bright, a criterion that naturally favors star-forming regions over more passive ones. More interestingly, the right panels in Fig. 5 show a systematic upward shift in the median relation with decreasing $M_{\star}$ or towards later morphological types, as observed in CALIFA (González Delgado et al. 2016, 2017).

Our total stellar mass ($2.2 \times 10^{10}\,M_{\odot}$) and SFR ($3.2\,M_{\odot}$/yr) derived from the spatially resolved M101 cube agree within 6% and 24%, respectively, with those reported by Enia et al. (2020) based on UV-to-far-IR data. This reinforces the conclusion of TB23 that, despite the limitations of our data and somewhat unconventional aspects of our analysis (mainly the EL-base), our methodology yields physical properties consistent with those derived from more conventional methods.

5. Discussion

In this section, we compare the scaling relations and other derived properties of the galaxies in the M101 group. We explore similarities and differences between the galaxies and compare our findings with results from the literature.

To facilitate intercomparison of the scaling relations among the different galaxies in the group, Fig. 6 overplots the median relations in Fig. 5 for all six galaxies. The local mass-age relation ($\Sigma_{\star}$-$\langle \log t \rangle_L$) shows that all galaxies approximately converge at $\Sigma_{\star} \lesssim 10\,M_{\odot}/{\rm pc}^2$ and diverge at higher densities, with more massive galaxies generally exhibiting older stellar populations for the same $\Sigma_{\star}$ (Pérez-González et al. 2008; González Delgado et al. 2015). This trend is consistent with the expected inside-out growth of galaxies, where central regions are more evolved. Only UGC 8837 deviates from this sequence.

The stellar and nebular MZRs exhibit distinct behaviors. The stellar MZR in the second panel of Fig. 6 shows that our most massive galaxy, M101, reaches the highest $\langle \log Z/Z_{\odot} \rangle_M$ values, with a clear gradient towards denser regions. In contrast, NGC 5474, NGC 5585 and NGC 5204 exhibit flatter relations, suggesting a less efficient metal enrichment process, possibly due to the shallower gravitational potential wells in these low-mass systems. This is in line with results from IFS-based studies (Neumann et al. 2021). Beyond this, the values of $\langle \log Z/Z_{\odot} \rangle_M$ are around −0.5, which is consistent with Sd galaxies (González Delgado et al. 2015).

The nebular MZR reveals systematic trends with $\Sigma_{\star}$ across all galaxies. In M101, O/H increases steadily with $\Sigma_{\star}$. This gradient becomes less pronounced in less massive galaxies, such as NGC 5474, reflecting lower overall enrichment levels. This is consistent with Belfiore et al. (2017), who observe flatter radial gradients of O/H as $M_{\star}$ decreases.

The spatially resolved $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$-$\Sigma_{\star}$ relations for all galaxies align well with the MS of star formation. For M101, the relation matches the Enia et al. (2020) results at $\Sigma_{\star} \gtrsim 10\,M_{\odot}\,{\rm pc}^2$, while less massive galaxies show systematic $M_{\star}$-dependent offsets, possibly reflecting differences in star formation efficiency and evolutionary states. The upturn toward a large specific SFR at low $\Sigma_{\star}$ occurs because of the star-forming regions sampled in the outskirts of our galaxies, whose $W_{\rm H\alpha}$ values exceed 200 Å.

Finally, we note that the widespread star formation across all galaxies in the group indicates that they have not undergone any substantial environmental quenching. The efficacy of many environmental processes is known to increase with the mass of the group or cluster (e.g., Alonso et al. 2012; Raj et al. 2019). In terms of its total stellar mass, $2.5 \times 10^{10}\,M_{\odot}$ according to our analysis, M101 is a relatively low mass group, which explains why its galaxies show no sign of suppressed star formation. This is in line with the results of González Delgado et al. (2022) on the effect of the stellar mass on the excess of quenched galaxies with respect to the field. They find that, for a fixed $M_{\star}$, the quenched fraction excess in low-mass groups (defined as those with $<5 \times 10^{11}\,M_{\odot}$ in stars, the regime of the M101 group) is significantly lower than in more massive structures.

At this stage, these interpretations remain speculative and are based on results from previous integrated-light studies. As we expand this work on the 2D characterization of galaxy properties to include other groups and clusters, we will be better equipped to evaluate environmental effects on the properties of galaxies at local scales, as highlighted in other studies (see, e.g., Coenda et al. 2019, Bluck et al. 2020, Epinat et al. 2024).

6. Summary

This paper marks the beginning of a series of studies focused on galaxies in nearby groups and clusters, utilizing 12-band optical imaging photometry data from the J-PLUS and S-PLUS surveys. In this first article, we have described our data-handling and photo-spectral synthesis methodologies, along with results for the M101 group derived from J-PLUS observations. We have presented (Figs. 3–5):

1. Maps of stellar mass surface density ($\Sigma_{\star}$), mean stellar age ($\langle \log t \rangle_L$), SFR surface density derived from the synthesis ($\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$), and maps of the stellar populations divided into young, intermediate, and old age bins.
2. Maps of emission line properties including Hα fluxes, equivalent widths, RGB composites of ([N II], Hα, [O III]), as well as the corresponding BPT diagram.
3. Spatially resolved relations between the mean stellar age, stellar and nebular metallicities, and $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$ with $\Sigma_{\star}$.

We also compared the local scaling relations for the different galaxies in the group, obtaining: (a) $\Sigma_{\star}$-age relations shifted towards younger ages as $M_{\star}$ decreases; (b) a well-defined stellar MZR in M101, while less massive galaxies exhibit flatter or less

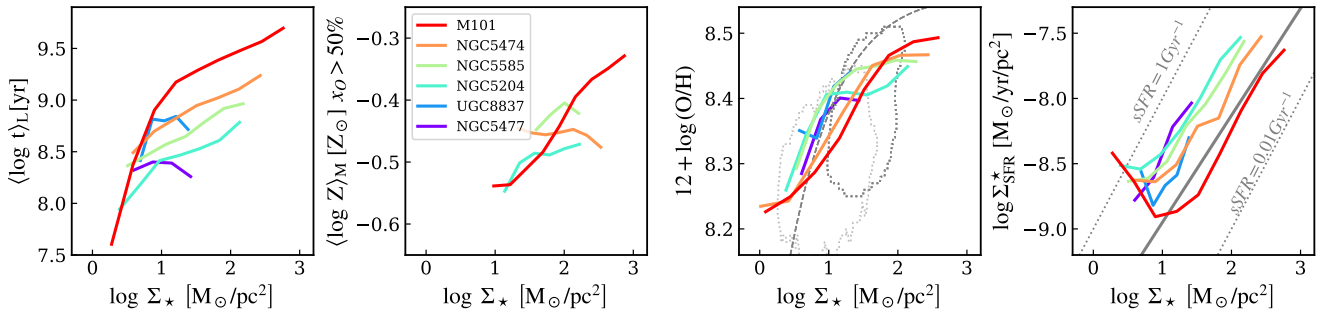


Fig. 6. Median scaling relations for all galaxies. The dotted lines in the right panel represent lines of specific SFR at 0.01 and 1 Gyr^{-1}. The thick gray line shows the star-forming MS relation obtained by Enia et al. (2020) for nearby spirals.

distinct trends; (c) a nebular MZR that agrees with trends found in IFS studies of galaxies in the same mass range; (d) $\Sigma^{\star}_{\rm SFR}$-$\Sigma_{\star}$ MS relations offset toward higher specific SFR values as $M_{\star}$ decreases.

We have therefore achieved our goal of characterizing the spatially resolved stellar population and EL properties of galaxies in the M101 group. Our results demonstrate the capability of J-PLUS to perform spatially resolved analyses of galaxy properties, providing insights comparable to those from traditional IFS surveys.

However, this study alone is insufficient to fully assess the nature and intensity of environmental effects acting on galaxies in groups. To do this, comparable characterization of galaxies in different environments must be compiled, and this study represents a first step in this direction. We plan to apply the same overall methodology employed here to other nearby groups and clusters in future studies, with the ultimate goal of building a large, homogeneous dataset of IFS-like observations and analyses. This will enable meaningful comparisons across galaxies with varying masses, dynamical states, and evolutionary histories in different environments.

Acknowledgements. This work was supported by CAPES under grant 88881.892595/2023-01 and FAPESC (CP 48/2021). RCF acknowledges support from CNPq (grants 302270/2018-3 and 404238/2021-1). JTB, RGD, RGB, JRM, GMS and LADG acknowledge financial support from the Severo Ochoa grant CEX2021-001131-S funded by MCIN/AEI/ 10.13039/501100011033 and to grant PID2022-141755NB-I00. Based on observations made with the JAST80 telescope and T80Cam camera at the Observatorio Astrofísico de Javalambre (OAJ), in Teruel, owned, managed, and operated by the Centro de Estudios de Física del Cosmos de Aragón. We acknowledge the OAJ Data Processing and Archiving Department (DPAD) for reducing and calibrating the OAJ data used in this work, as well as the distribution of the data products through a dedicated web portal. Funding for OAJ, UPAD, and CEFCA has been provided by the Governments of Spain and Aragón through the Fondo de Inversiones de Teruel and their general budgets; the Aragonese Government through the Research Groups E96, E103, E16_17R, E16_20R and E16_23R; the Spanish Ministry of Science and Innovation (MCIN/AEI/10.13039/501100011033 y FEDER, Una manera de hacer Europa) with grants PID2021-124918NB-C41, PID2021-124918NB-C42, PID2021-124918NA-C43, and PID2021-124918NB-C44; the Spanish Ministry of Science, Innovation and Universities (MCIU/AEI/FEDER, UE) with grant PGC2018-097585-B-C21; the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness (MINECO) under AYA2015-66211-C2-1-P, AYA2015-66211-C2-2, AYA2012-30789, and ICTS-2009-14; and European FEDER funding (FCDD10-4E-867, FCDD13-4E-2685). The Brazilian agencies FINEP, FAPESP, and the National Observatory of Brazil have also contributed to J-PLUS. We also thank the comments from J. A. Fernández-Ontiveros, P.T. Rahna, and E. Telles.

References

Alonso, S., Mesa, V., Padilla, N., & Lambas, D. G. 2012, A&A, 539, A46
Asari, N. V., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., et al. 2007, MNRAS, 381, 263
Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5
Barrera-Ballesteros, J. K., Heckman, T. M., Zhu, G. B., et al. 2016, MNRAS, 463, 2513
Belfiore, F., Maiolino, R., Tremonti, C., et al. 2017, MNRAS, 469, 151
Benitez, N., Dupke, R., Moles, M., et al. 2014, ArXiv e-prints [arXiv:1403.5237]
Berg, D. A., Pogge, R. W., Skillman, E. D., et al. 2020, ApJ, 893, 96
Blanton, M. R., & Moustakas, J. 2009, ARA&A, 47, 159
Bluck, A. F. L., Maiolino, R., Sánchez, S. F., et al. 2020, MNRAS, 492, 96
Bonoli, S., Marín-Franch, A., Varela, J., et al. 2021, A&A, 653, A31
Boquien, M., Burgarella, D., Roehlly, Y., et al. 2019, A&A, 622, A103
Boselli, A., & Gavazzi, G. 2006, PASP, 118, 517
Bradley, L., Sipőcz, B., Robitaille, T., et al. 2024, https://doi.org/10.5281/zenodo.10967176
Bresolin, F. 2007, ApJ, 656, 186
Bruzual, G., & Charlot, S. 2003, MNRAS, 344, 1000
Bundy, K., Bershady, M. A., Law, D. R., et al. 2015, ApJ, 798, 7
Byler, N., Dalcanton, J. J., Conroy, C., & Johnson, B. D. 2017, ApJ, 840, 44
Calzetti, D., Kinney, A. L., & Storchi-Bergmann, T. 1994, ApJ, 429, 582
Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., et al. 2000, ApJ, 533, 682
Cappellari, M., & Copin, Y. 2003, MNRAS, 342, 345
Cenarro, A. J., Moles, M., Marín-Franch, A., et al. 2014, in Observatory Operations: Strategies, Processes, and Systems V, Proc. SPIE, 9149, 91491I
Cenarro, A. J., Moles, M., Cristóbal-Hornillos, D., et al. 2019, A&A, 622, A176
Chabrier, G. 2003, PASP, 115, 763
Charlot, S., & Fall, S. M. 2000, ApJ, 539, 718
Cid Fernandes, R., Gu, Q., Melnick, J., et al. 2004, MNRAS, 355, 273
Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005, MNRAS, 358, 363
Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., García Benito, R., et al. 2014, A&A, 561, A130
Coenda, V., Mast, D., Martínez, H. J., Muriel, H., & Merchán, M. E. 2019, A&A, 621, A98
Corbin, M. R., Vacca, W. D., Cid Fernandes, R., et al. 2006, ApJ, 651, 861
Cote, S., Carignan, C., & Sancisi, R. 1991, AJ, 102, 904
Croxall, K. V., Pogge, R. W., Berg, D. A., Skillman, E. D., & Moustakas, J. 2016, ApJ, 830, 4
Csizi, B., Tortorelli, L., Siudek, M., et al. 2024, A&A, 689, A37
Díaz-García, L. A., Cenarro, A. J., López-Sanjuan, C., et al. 2015, A&A, 582, A14
Díaz-García, L. A., Cenarro, A. J., López-Sanjuan, C., et al. 2019, A&A, 631, A158
Díaz-García, L. A., González Delgado, R. M., García-Benito, R., et al. 2024, A&A, 688, A113
Doubrawa, L., Cypriano, E. S., Finoguenov, A., et al. 2024, A&A, 685, A98
Eke, V. R., Baugh, C. M., Cole, S., et al. 2004, MNRAS, 348, 866
Enia, A., Rodighiero, G., Morselli, L., et al. 2020, MNRAS, 493, 4107
Epinat, B., Contini, T., Mercier, W., et al. 2024, A&A, 683, A205
Gallazzi, A., Charlot, S., Brinchmann, J., White, S. D. M., & Tremonti, C. A. 2005, MNRAS, 362, 41
Garcia, A. M. 1993, A&AS, 100, 47
García-Benito, R., Pérez, E., Díaz, Á. I., Maíz Apellániz, J., & Cerviño, M. 2011, AJ, 141, 126
Garner, R., Mihos, J. C., Harding, P., & Garner, C. R. 2024, ApJ, 961, 217
González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., et al. 2014a, A&A, 562, A47
González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., et al. 2014b, ApJ, 791, L16
González Delgado, R. M., García-Benito, R., Pérez, E., et al. 2015, A&A, 581, A103

González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., Pérez, E., et al. 2016, A&A, 590, A44
González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., et al. 2017, A&A, 607, A128
González Delgado, R. M., Díaz-García, L. A., de Amorim, A., et al. 2021, A&A, 649, A79
González Delgado, R. M., Rodríguez-Martín, J. E., Díaz-García, L. A., et al. 2022, A&A, 666, A84
Helou, G. 1990, Bull. Inf. Cent. Donnees Stellaires, 38, 7
Herpich, F. R., Almeida-Fernandes, F., Oliveira Schwarz, G. B., et al. 2024, A&A, 689, A249
Hu, N., Wang, E., Lin, Z., et al. 2018, ApJ, 854, 68
Johnson, B. D., Leja, J., Conroy, C., & Speagle, J. S. 2021, ApJS, 254, 22
Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., et al. 2003, MNRAS, 341, 33
Kenney, J. D. P., Scoville, N. Z., & Wilson, C. D. 1991, ApJ, 366, 432
Kennicutt, R. C., Jr., Bresolin, F., & Garnett, D. R. 2003, ApJ, 591, 801
Lacerda, E. A. D., Cid Fernandes, R., Couto, G. S., et al. 2018, MNRAS, 474, 3727
Lee, M. G., & Jang, I. S. 2012, ApJ, 760, L14
Lin, L., Zou, H., Kong, X., et al. 2013, ApJ, 769, 127
Linden, S. T., & Mihos, J. C. 2022, ApJ, 933, L33
Logroño-García, R., Vilella-Rojo, G., López-Sanjuan, C., et al. 2019, A&A, 622, A180
López-Sanjuan, C., Tremblay, P. E., Ederoclite, A., et al. 2022, A&A, 658, A79
López-Sanjuan, C., Vázquez Ramió, H., Xiao, K., et al. 2024, A&A, 683, A29
Lumbreras-Calle, A., López-Sanjuan, C., Sobral, D., et al. 2022, A&A, 668, A60
Luridiana, V., Morisset, C., & Shaw, R. A. 2015, A&A, 573, A42
Makarov, D., Prugniel, P., Terekhova, N., Courtois, H., & Vauglin, I. 2014, A&A, 570, A13
Marín-Franch, A., Taylor, K., Cenarro, J., Cristobal-Hornillos, D., & Moles, M. 2015, IAU General Assembly, 29, 2257381
Marino, R. A., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., et al. 2013, A&A, 559, A114
Martínez-Paredes, M., Bruzual, G., Morisset, C., et al. 2023, MNRAS, 525, 2916
Maturi, M., Finoguenov, A., Lopes, P. A. A., et al. 2023, A&A, 678, A145
Mendes de Oliveira, C., Ribeiro, T., Schoenell, W., et al. 2019, MNRAS, 489, 241
Miranda, H., Pappalardo, C., Afonso, J., et al. 2025, A&A, 694, A102
Nersesian, A., van der Wel, A., Gallazzi, A., et al. 2024, A&A, 681, A94
Nersesian, A., van der Wel, A., Gallazzi, A. R., et al. 2025, A&A, 695, A86
Neumann, J., Thomas, D., Maraston, C., et al. 2021, MNRAS, 508, 4844
Pérez-González, P. G., Rieke, G. H., Villar, V., et al. 2008, ApJ, 675, 234
Press, W. H., & Schechter, P. 1974, ApJ, 187, 425
Rahna, P. T., Akhlaghi, M., López-Sanjuan, C., et al. 2025, A&A, 695, A200
Raj, M. A., Iodice, E., Napolitano, N. R., et al. 2019, A&A, 628, A4
Renzini, A., & Peng, Y.-J. 2015, ApJ, 801, L29
Ricci, T. V., Steiner, J. E., & Menezes, R. B. 2014, MNRAS, 440, 2419
Robotham, A. S. G., Bellstedt, S., Lagos, C. d. P., et al. 2020, MNRAS, 495, 905
Rodríguez-Martín, J. E., González Delgado, R. M., Martínez-Solaeche, G., et al. 2022, A&A, 666, A160
San Roman, I., Sánchez-Blázquez, P., Cenarro, A. J., et al. 2019, A&A, 622, A181
Sánchez, S. F. 2020, Annu. Rev. Astron. Astrophys., 58, 99
Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012, A&A, 538, A8
Simanton-Coogan, L. A., Chandar, R., Miller, B., & Whitmore, B. C. 2017, ApJ, 851, 63
Smith Castelli, A. V., Cortesi, A., Haack, R. F., et al. 2024, MNRAS, 530, 3787
Thainá-Batista, J., Cid Fernandes, R., Herpich, F. R., et al. 2023, MNRAS, 526, 1874
Vilella-Rojo, G., Viironen, K., López-Sanjuan, C., et al. 2015, A&A, 580, A47
Watkins, A. E., Mihos, J. C., & Harding, P. 2017, ApJ, 851, 51
Watkins, A. E., Mihos, J. C., Harding, P., & Garner, R. 2024, MNRAS, 530, 4560
Wenger, M., Ochsenbein, F., Egret, D., et al. 2000, A&AS, 143, 9
Wetzel, A. R., Tinker, J. L., & Conroy, C. 2012, MNRAS, 424, 232
York, D. G., Adelman, J., Anderson, J. E., Jr., et al. 2000, AJ, 120, 1579

Appendix A: Complementary material

A.1. Preprocessing

Figure A.1 uses the u and r band images of M101 to illustrate the sequence of preprocessing operations described in Sect. 2. It is notable in Fig. A.1 that the original data in the u-band are quite faint, exhibiting a significant number of negative flux pixels (in white in the image), approximately 36% of those within the galaxy mask, which implies an even higher count of pixels with bad signal. In contrast, the r-band, which has a superior S/N ratio, shows 6% of negative flux pixels. The figure demonstrates the sequential reduction in negative flux pixels after each preprocessing step, which can be read as a measure of improvement in images. Figure A.2 shows how the composites in Fig. 1 change after preprocessing.

A.2. Photo-spectral fits and the mean relative absolute deviation maps

Like Fig. 2 in the main text, Fig. A.3 shows three example fits for zones in galaxies other than M101. Region A in all cases shows the fit for the central spaxel. The resulting $\overline{\Delta}$ range from 0.79 to 1.93%. Region B represents fainter regions, near the boundary of our galaxy mask (as seen in the last panel). As expected, these B-fits have the worst $\overline{\Delta}$, though it is not too bad for the NGC 5474, NGC 5585, and NGC 5204 (the most massive in the figure), varying from 2.05 to 3.75%. However, for UGC 8837, the noisiest galaxy in the sample, region B has residuals of $\overline{\Delta} = 6.58\%$, a good example of a bad fit. Lastly, the regions labeled C show examples of H II regions, which show significant Hα and [N II] fluxes in the *J0660* filter, and, in some cases, a prominent [O II] contribution to the *J0378* filter.

Figure A.3 shows maps of $\overline{\Delta}$, the mean relative absolute deviation between data and model fluxes, for all galaxies in the sample. Red colors in these maps indicate relatively bad fits ($\overline{\Delta} > 6\%$). Properties derived from these zones should be treated with care. It is notable that, despite the generally good fits of M101, the inter-arm areas exhibit the poorest $\overline{\Delta}$, which is expected given that these areas have less signal. NGC 5474 is the galaxy with the smallest $\overline{\Delta}$ values, with few regions where $\overline{\Delta} \geq 6\%$. Both NGC 5585 and NGC 5204 demonstrate good fits, with $\overline{\Delta} \sim 2\%$ at the center, increasing towards the edges as the signal wanes. The dwarfs UGC 8837 and NGC 5477 exhibit a similar pattern.

A.3. Dust maps and de-reddened images

The left panels in Fig. A.4 show maps of the effective V-band dust optical depth $\tilde{\tau}$, defined as

$$\tilde{\tau} \equiv x_{\rm BC}(\tau^{\rm ISM} + \tau^{\rm BC}) + (1 - x_{\rm BC})\tau^{\rm ISM} = x_{\rm BC}\tau^{\rm BC} + \tau^{\rm ISM} \quad , \quad \text{(A.1)}$$

where $x_{\rm BC}$ is the sum of all x_j fractions associated with populations with age $t_j < t_{\rm BC} = 10\,$Myr . In our two-τ's model, these young stars are attenuated by $\tau^{\rm ISM} + \tau^{\rm BC}$, while the older ones are attenuated by only $\tau^{\rm ISM}$, so that $\tilde{\tau}$ is a convenient weighted average that condenses these two components of dust onto a single number. By construction, $\tilde{\tau} \to \tau^{\rm ISM}$ when young populations are not present, and to $\tau^{\rm ISM} + \tau^{\rm BC}$ when they dominate.

In M101 our dust map follows the spiral arms, with peaks reaching $\tilde{\tau} \sim 1$ aligning with its star-forming regions and a slight general decrease towards large radii. An inner, more diffuse component is also seen in the central parts, as well as a horizontal inner bar-like feature like that seen in CO (Kenney et al. 1991). Except for these regions, overall our fits indicate that there is relatively little dust attenuation in M101, consistent with its ~ face-on orientation. The equivalent A_V values compare relatively well with those derived by Lin et al. (2013) and Watkins et al. (2017) with very different methodologies.

Other galaxies in the group also show relatively little dust. The $\tilde{\tau}$ maps are patchy, with no clear structure, with peaks in the star-forming regions (compare with the $\langle \log t \rangle_L$ and $W_{\rm H\alpha}$ maps). Note that we find very little dust in UGC 8837, despite its edge-on orientation.

TB23 used their AlStar fits to correct S-PLUS images of NGC 1365 for dust. Our galaxies are not as dusty as NGC 1365, whose inner regions are heavily obscured, but it is still worth repeating this exercise for our J-PLUS data on galaxies in the M101 group. Figure A.4 shows the results. Its middle panels show composites made with the i, r, and g images in the R, G, and B channels, respectively, while the panels on the right show the same composite after correcting for dust attenuation.

For M101, the dusty filaments along the inner arms, visible as red stripes in the original image, are absent in the corrected one, indicating that, despite its simplicity, our modeling is able to account for dust attenuation adequately. Moreover, the star-forming regions, where the largest values of $\tilde{\tau}$ are found, now appear bluer, brighter, and with a stronger contrast to the underlying disk. For the other galaxies, where the dust is less structured, the middle and right panels differ in their overall blueness and in the brightness of the star-forming regions.

A.4. Emission lines

Figure A.5 shows complementary maps related to our EL results. The $\Sigma_{\rm H\alpha}$ maps were previously shown in Fig. 4, while Fig. A.5 shows the surface brightness maps for the forbidden lines [O II], [O III] and [N II], as well as the [N II]/Hα flux ratio. Note that, for the redshifts of galaxies in the M101 group, only [O II] and [N II] + Hα fall under narrow bands (*J0378* and *J0660*). Yet, as demonstrated in TB23, because of the empirical nature of the EL base used in our fits, even lines covered only by broad bands are well recovered by our method.

As in the Hα maps, the [O III] maps in Fig. A.5 also show the star-forming regions standing out clearly and in sharp contrast with their surroundings. These same regions stand out in the [O II] and [N II] maps, although these are visibly more diffuse than the [O III] and Hα ones. These low ionization lines are characteristic of DIG emission.

The [N II]/Hα map for M101 shows this EL flux ratio decreasing from ~ 0.5 in the inner star-forming regions to less than 0.1 in the outer ones. As suspected from Fig. A.5, in the central parts of M101, as well as in between its spiral arms, [N II]/Hα is larger, reaching values typical of DIG. As discussed in Sect. 4.2, the $W_{\rm H\alpha}$ map in the second column panel of Fig. 4 confirms this interpretation. A gradient in [N II]/Hα is also present in NGC 5474, NGC 5585, and NGC 5204, though not as strong as in M101, while no clear trend is identifiable in the two dwarf galaxies.

A.5. Uncertainties

This final section addresses the uncertainties in the main properties derived from our methodology. As one can infer from the overall consistency of the results, as well as from the reported

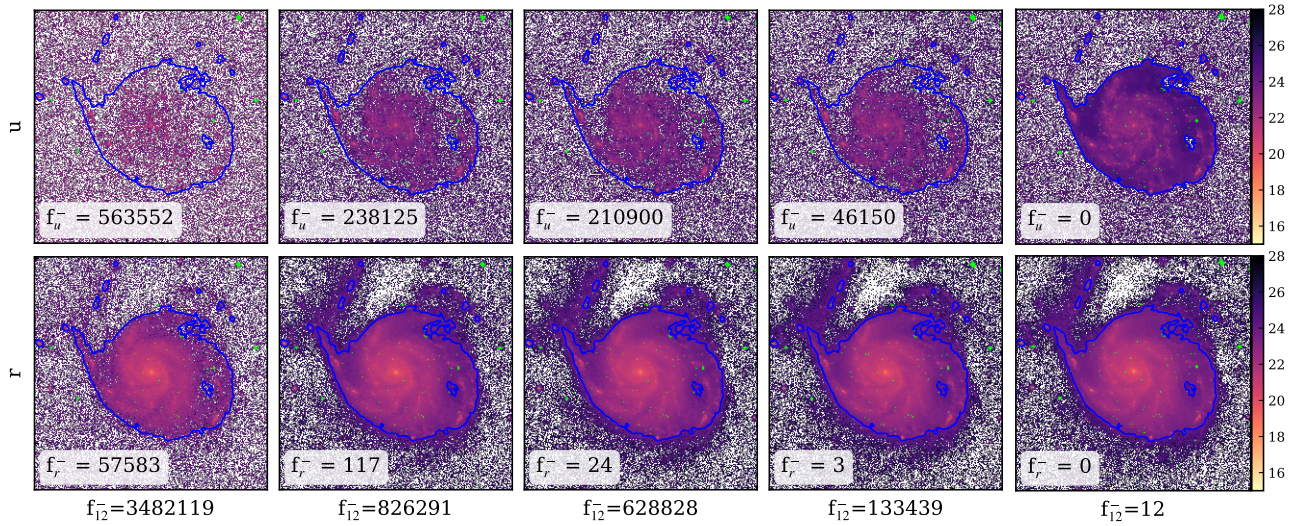


Fig. A.1. Step-by-step of the preprocessing applied to the J-PLUS data cube of M101. The columns show, respectively: the original data, Butterworth filter, PSF homogenization, 2×2 binning, and Voronoi binning (defined by the *u*-band). The blue line represents the contour of the galaxy mask. The first and second rows are the surface brightness maps (in AB mag/arcsec^2) in the *u* and *r*-band respectively. Pixels with < 0 flux appear in white. The legends f_u^- and f_r^- show the number of pixels with negative fluxes inside the galaxy mask in the u and *r* bands, while the f_{12}^- numbers under the plots are the sum of the $f_\lambda < 0$ pixels in all the 12 bands for each of the preprocessing steps. Masked stars are marked in green.

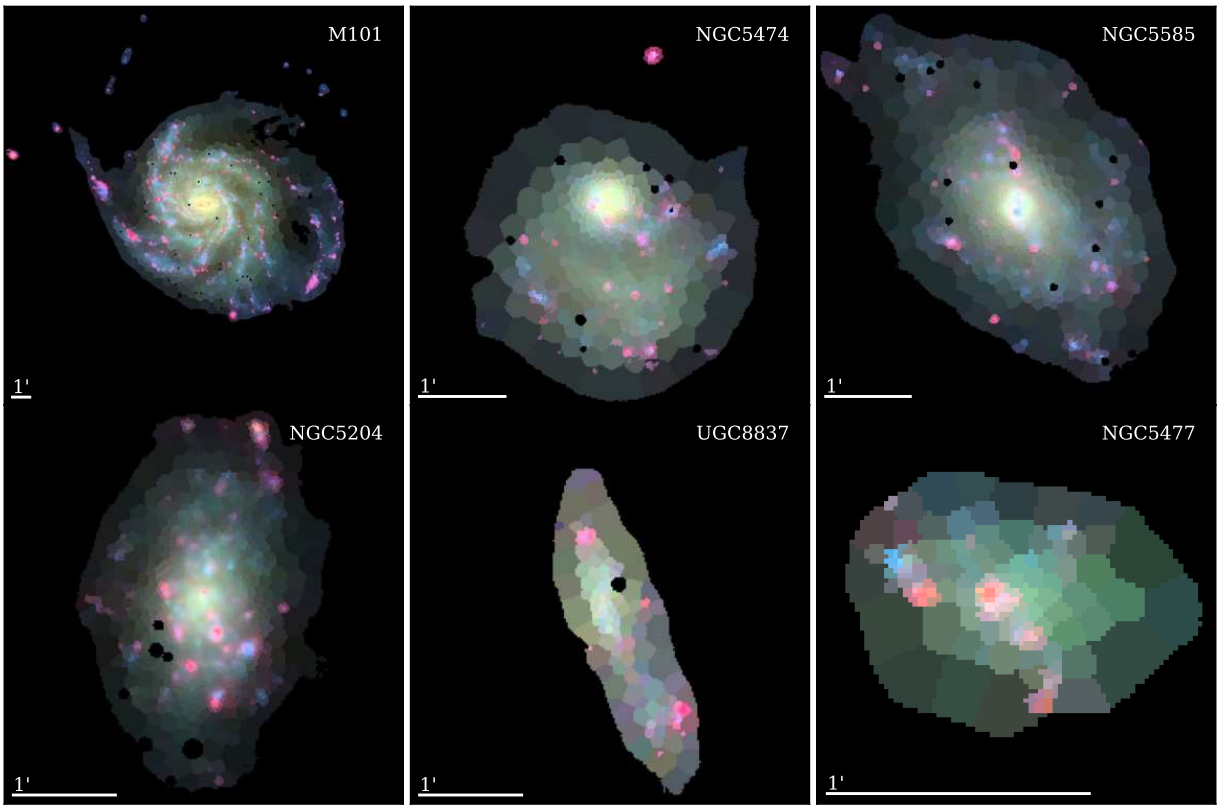


Fig. A.2. Same as Fig. 1 but for the data after the preprocessing.

agreement with previous studies, uncertainties are not a limiting factor in our analysis. It is, nonetheless, relevant to discuss them, especially given some of the novelties in our approach (like the modeling of ELs). Though based on the results for galaxies in the M101 group, the discussion below serves as a guide for future studies where the same kind of analysis is applied to other targets.

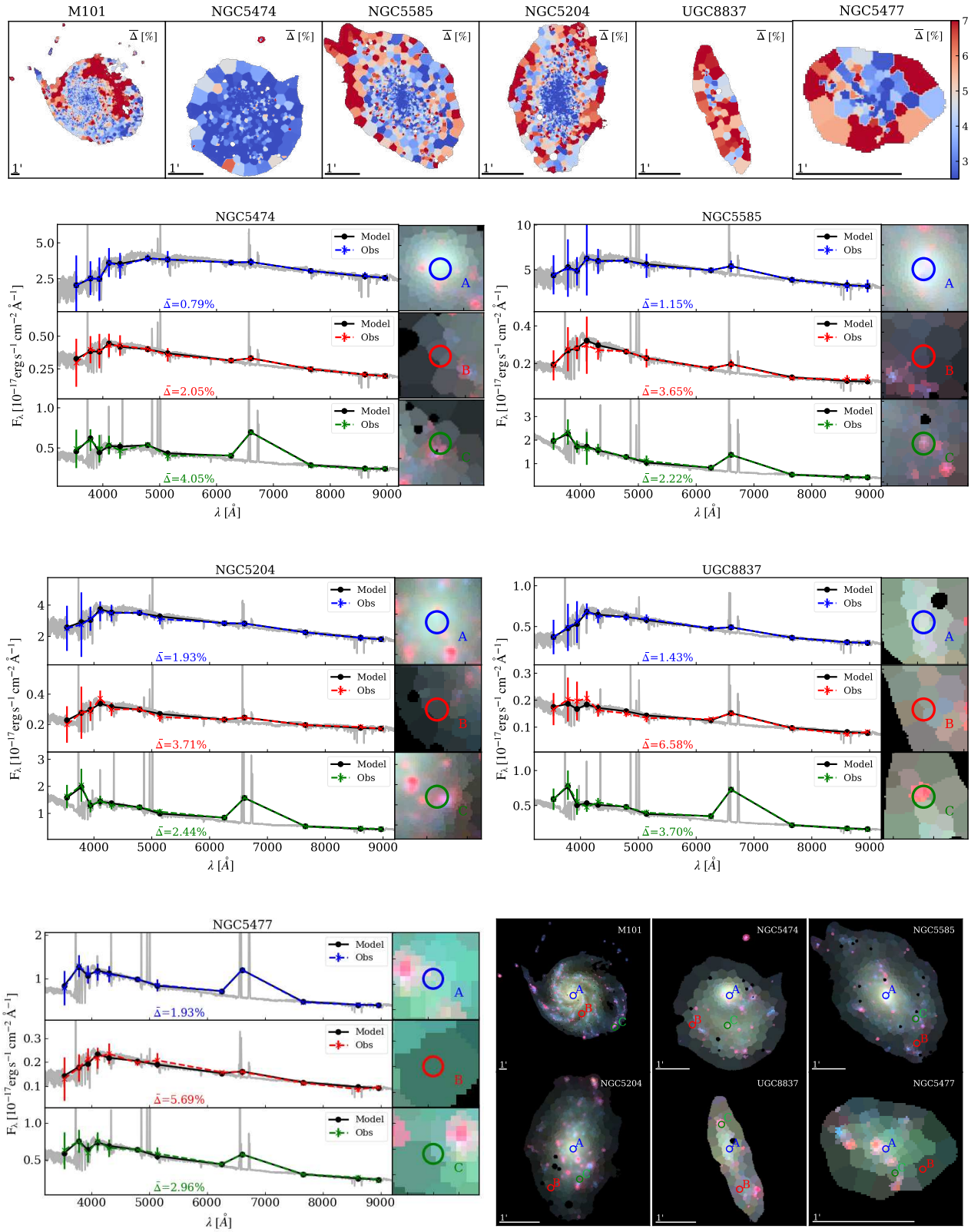


Fig. A.3. Maps of the mean relative absolute deviation between observed and model fluxes, $\overline{\Delta} \equiv \langle |O_\lambda - M_\lambda|/M_\lambda \rangle$. Fits are presented as Fig.2, but for the other galaxies. The last panel shows the fit positions (A, B, and C) in the galaxy.

A.5.1. Uncertainties in individual fits

The dispersion among the MC runs in ALSTAR offers a way to estimate the uncertainties in the derived properties. The experiments in TB23, where these dispersions were compared to the dispersion of the difference (δ) between properties derived from STARLIGHT full spectral fits of SDSS galaxies and those obtained from ALSTAR fits of the corresponding synthetic photometry in

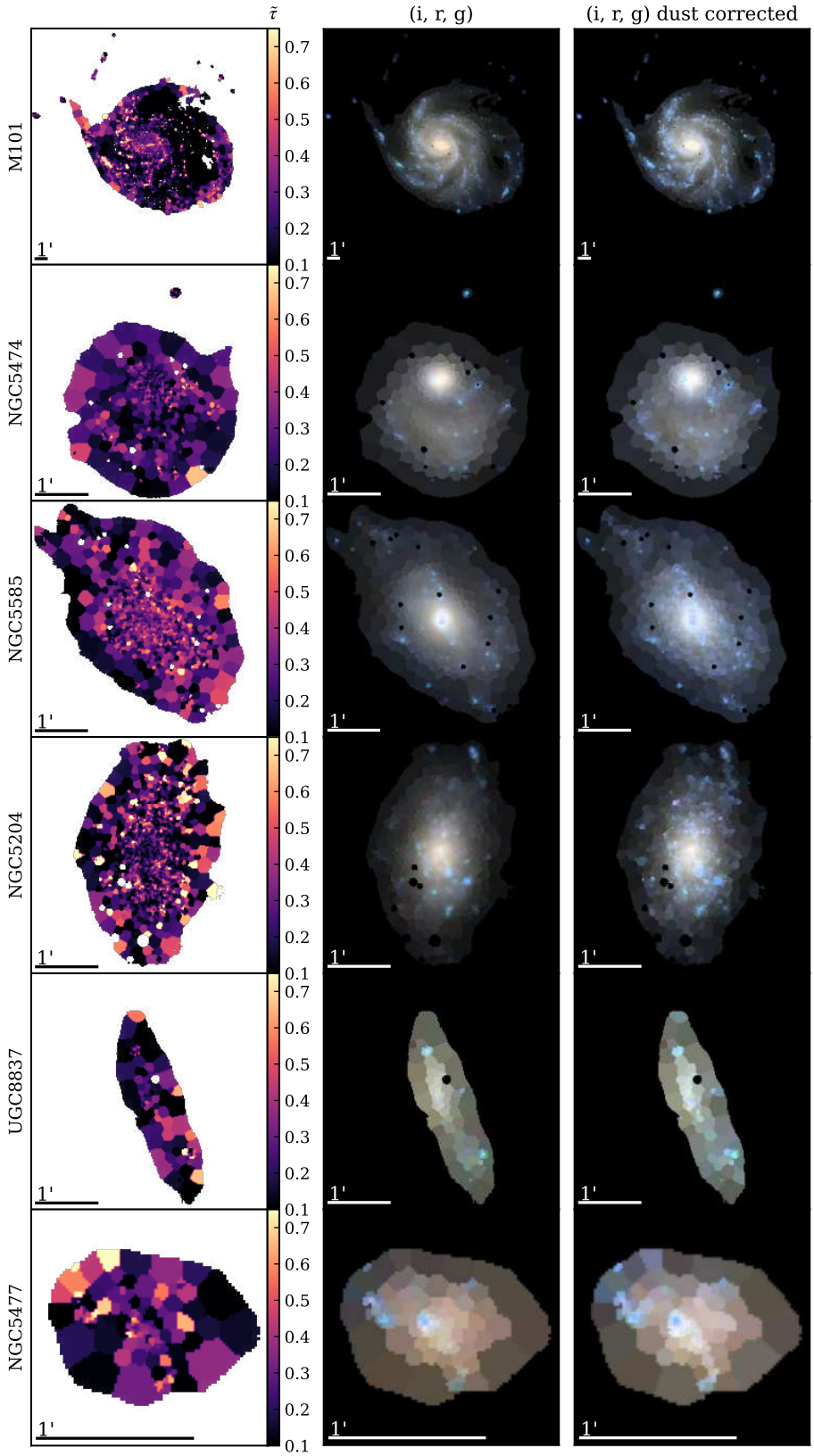


Fig. A.4. Left: Maps of the effective V-band dust optical depth ($\tilde{\tau}$). The central and right panels show RGB composites with the *i*, *r*, and *g* bands before and after correction for dust, respectively.

the S-PLUS bands, confirm that this is a reasonable method to estimate uncertainties, even though a tendency was noted for the ALSTAR-based MC dispersions to overestimate the more heuristic δ-based ones by factors of up to 2, depending on the property. Let us thus examine the MC-based dispersions in the properties derived for individual fits, be they single pixels or Voronoi zones. We will use the $\sigma_{\rm NMAD}$ statistic as a measure of dispersion.

The median values of $\sigma_{\rm NMAD}$ for $\log\Sigma_\star$ span the 0.22–0.25 dex range for the six galaxies in the M101 group. In star-forming regions, however, $\sigma_{\rm NMAD}$ can reach values of 0.4 dex or

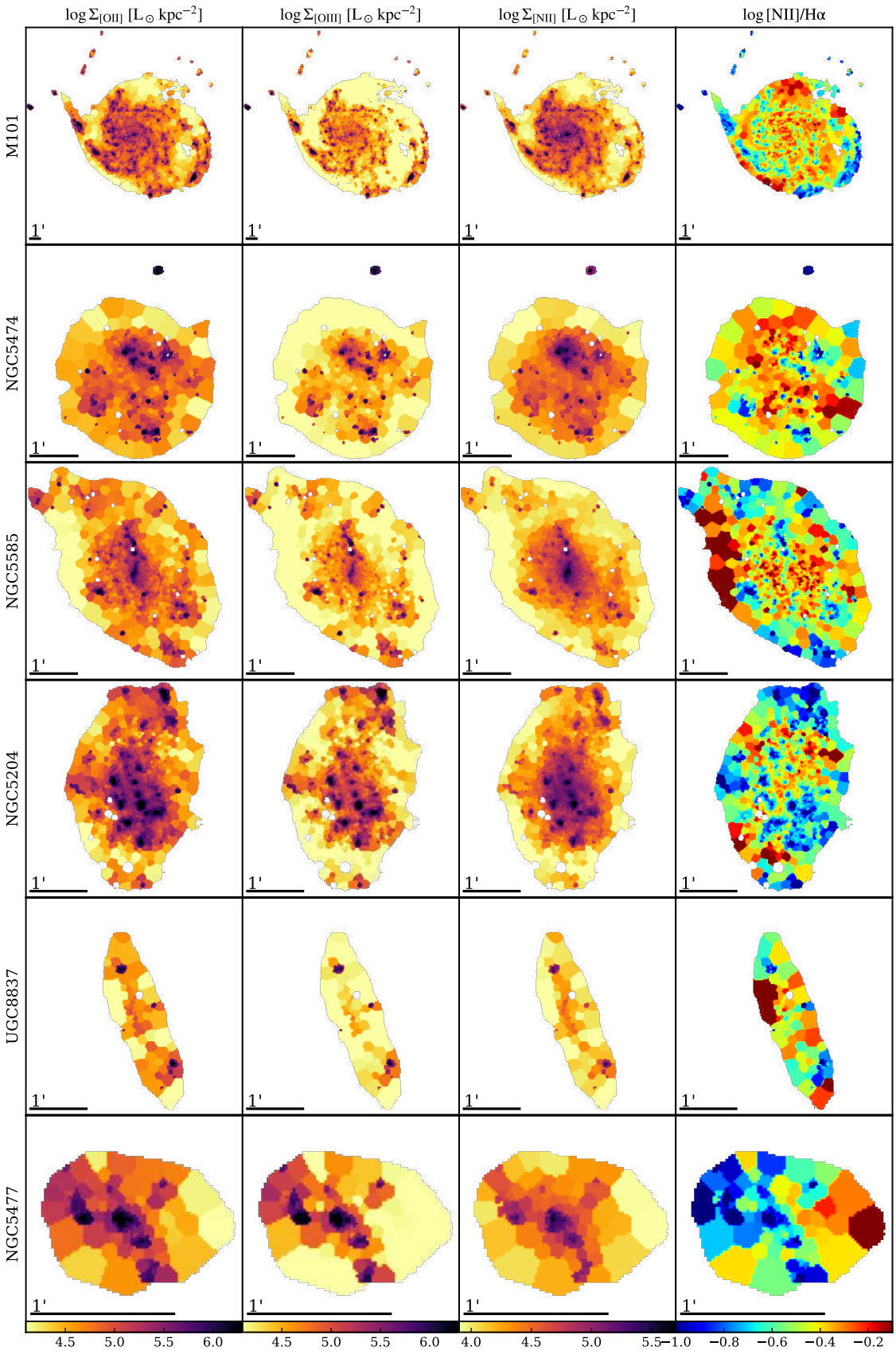


Fig. A.5. From left to right: Maps of the [O II]3727, [O III]5007, and [N II]6584 surface brightness, and the [N II]/Hα ratio.

larger. These regions have their light completely dominated by young populations, but even a 1% light fraction due to old stars would be enough to make them dominant in mass. Variations in this very poorly constrained old component among the MC fits explain the large spread in $\Sigma_\star$ in these regions. As an illustration, the median $\sigma_{\rm NMAD}(\log \Sigma_\star)$ in M101 changes from 0.17 dex for regions where $W_{\rm H\alpha} < 30$ Å to 0.26 dex for those where Hα has a larger equivalent width.

Figure A.6a shows the map of $\sigma_{\rm NMAD}(\log \Sigma_\star)$ for M101. Comparing this map with the ones for $\langle \log t \rangle_L$ or $W_{\rm H\alpha}$ (Figs. 3 and 4) one sees low $\sigma_{\rm NMAD}$ in regions dominated by old populations, and larger uncertainties in regions of ongoing star formation, as summarized above.

Regarding mean ages, we find median values of $\sigma_{\rm NMAD}(\langle \log t \rangle_L)$ in the 0.34–0.52 dex range for our galaxies. $\sigma_{\rm NMAD}(\langle \log t \rangle_L)$ tends to be larger for regions with ages close to the middle of the age grid (at $\sim 10^8$ yr), where the larger number of combinations of different components leading to approximately the same total spectrum inevitably translates to a larger dispersion in $\langle \log t \rangle_L$. The map of $\sigma_{\rm NMAD}(\langle \log t \rangle_L)$ in Fig. A.6b shows a general progression towards larger uncertainties towards the outer regions. The red regions, where $\sigma_{\rm NMAD} \geq 0.5$ dex, are mostly located in regions of intermediate age and $W_{\rm H\alpha}$, often around H II regions (see Figs. 3 and 4). In the H II regions themselves, uncertainties are smaller, though not as small as in zones dominated by older populations. Overall, though acceptable for photometric work, our uncertainties in $\langle \log t \rangle_L$ are substantially larger than those attainable with spectroscopy, which are typically about 0.1 dex (e.g., Cid Fernandes et al. 2014).

Uncertainties in dust attenuation are also larger than the typical ±0.1 mag in A_V attainable with full spectral synthesis over a similar spectral range. We obtain median $\sigma_{\rm NMAD}(\tau^{\rm ISM})$ values of 0.15–0.22 for our galaxies, corresponding to 0.16–0.24 mag in A_V. Stellar metallicities, on the other hand, turn out to have small uncertainties ($\sim$ 0.2 dex), but this is mainly due to the restricted range in Z allowed for in the fits. Regarding SFRs, we obtain median $\sigma_{\rm NMAD}(\log \Sigma^\star_{\rm SFR})$ values of 0.15–0.22 dex across our sample. These dispersions are obtained after discarding zones where < 100 Myr stars contribute less than 30% to the flux at 5635 Å, i.e., by focusing on regions where these populations are reliably detected.

Turning to EL properties, let us first examine the combined equivalent widths of the Hα and [N II]$\lambda\lambda$6548, 6584 lines, $W_{\rm H\alpha N\,II}$. We find median $\sigma_{\rm NMAD}(\log W_{\rm H\alpha N\,II})$ values of 0.05–0.25 dex over our sample (see Fig. A.6c). The highest value of 0.25 dex is for NGC 5585, due to its unusual noisy data in the *J0660* filter, with photometric uncertainties about $\sim 3.3\times$ larger than in the other galaxies.

Considering only zones where $W_{\rm H\alpha N\,II} > 30$ Å, the median values of $\sigma_{\rm NMAD}(\log W_{\rm H\alpha N\,II})$ for all galaxies is just $\sim$ 0.05 dex. Such small uncertainties are not surprising, given that, at the redshift of our sources, these lines all fall within the *J0660* filter, so that their combined equivalent width can be reliably estimated. This is in fact the reason why in TB23 we have devised a whole empirical $W_{\rm H\alpha N\,II}$-based scheme to disentangle Hα from [N II] which greatly improves the EL diagnostic power of S-PLUS and J-PLUS data.

In itself, however, $W_{\rm H\alpha N\,II}$ is not a particularly interesting index. $W_{\rm H\alpha}$, on the other hand, is a very useful tracer of specific SFR (or age of an H II region, depending on the scale one is looking at). We obtain median $\sigma_{\rm NMAD}(\log W_{\rm H\alpha})$ values of $\sim$ 0.1 dex for M101, NGC 5204, UGC 8837, and NGC 5477, while for NGC 5474 the value is 0.2 dex and for NGC 5585 it is 0.3 dex. In all cases, the relative uncertainty (i.e., σ_W/W) decreases as $W_{\rm H\alpha}$ increases. Even when $W_{\rm H\alpha}$ is small (and thus uncertain) we are able to identify is as small, which is good enough for basic diagnostics, like distinguishing DIG from H II regions.

Figure A.6d shows the map of $\sigma_{\rm NMAD}(\log W_{\rm H\alpha})$ for M101. Comparing to Fig. 4, one sees that $\log W_{\rm H\alpha}$ is most uncertain in regions where $W_{\rm H\alpha}$ is just a few Å. In fact, up to $W_{\rm H\alpha} \sim 10$ Å the MC dispersion is of the order of $W_{\rm H\alpha}$ itself. Conversely, uncertainties in $\log W_{\rm H\alpha}$ are very low in star-forming regions.

Another EL property of interest is the [N II]/Hα ratio, which, besides being a nebular metallicity indicator by itself, has a major diagnostic role in separating star-forming regions from those where other sources of ionization are present. The median $\sigma_{\rm NMAD}(\log[{\rm N\,II}]/{\rm H}\alpha)$ values for our galaxies are all very close to 0.2 dex, and in very few regions it reaches 0.3 dex. This apparently good precision (for photometric data) is, however, in most part built into our method, which uses an initial estimate of $W_{\rm H\alpha N\,II}$ to restrict the possible EL-space available to the fits.

Finally, the MC uncertainties on $12 + \log {\rm O/H}$ run from 0.05 to 0.2 dex over the body of our galaxies, increasing systematically as O/H increases. This happens because our empirical EL-base is built to span the observed BPT diagram, which is narrower at its top-left, low O/H regime, than at its center-bottom, where O/H is larger. Consequently, the MC fits mix fewer base elements at low O/H than at high O/H. Notice that these uncertainties are of the same order of the overall variations in $\log O/H$ within our galaxies. This, however, does not challenge the significance of the nebular MZRs seen in Fig. 6, since they were obtained not on the basis of individual fits, but from median curves over many such fits, and thus much less uncertain them each of them. Statistics, in fact, plays a major role in the assessment of uncertainties, as discussed next.

A.5.2. Uncertainties in practice

The uncertainties in the individual fits to J-PLUS photometry discussed just above are clearly larger than those ones grew accustomed to in the era of spectroscopic surveys, as expected from the disparity in information content between, say, the thousands of flux entries in an SDSS or CALIFA spectrum and the 12 points "summary of a spectrum" offered by J-PLUS.

In practice, however, both in bona fide IFS and IFS-like studies, one never focuses on results for an individual spaxel (or Voronoi zone). Instead, spatial averages are always considered in one way or another. This averaging can be either explicit, like when one examines radial profiles (including alternative representations like those in Fig. 5, where the x-axis is only indirectly related to radius), or implicit, like when one inspects maps like those in Figs. 3 and 4. This averaging process reduces the formal uncertainties of individual fits by factors of $\sqrt{N}$, which in most circumstances make them negligible.

There are, of course, other less formal sources of uncertainty inherent in this kind of analysis. For instance, we adopted a fixed dust attenuation law and a pre-defined recipe for differential extinction, which is at best an approximation to reality. Our choice of spectral models for stellar populations, with its built-in assumptions and approximations, is also a source of uncertainty, as is the way we define our EL base as well as our implementation of an empirical EL prior to disentangle [N II] from Hα. In summary, each of these modeling choices carries its own set of assumptions, contributing to the overall uncertainty in the analysis.

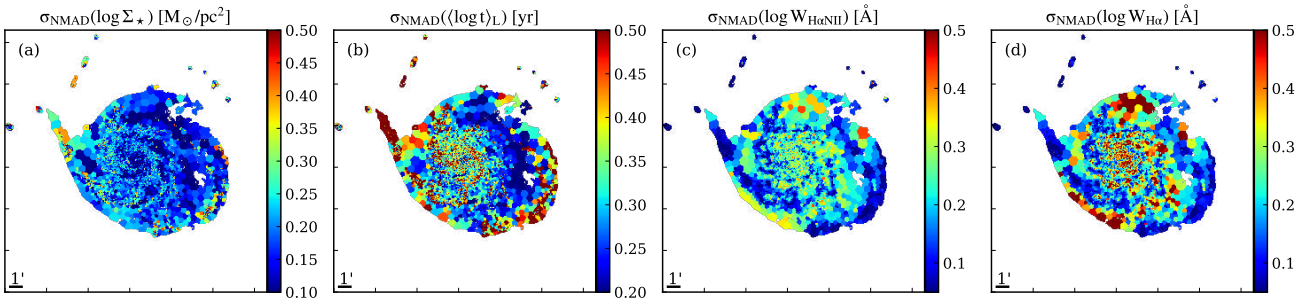


Fig. A.6. Maps of the $\sigma_{\rm NMAD}$ dispersion among the Monte Carlo runs for $\log \Sigma_\star$, $\langle \log t \rangle_L$, $\log W_{\rm H\alpha N\,II}$, and $\log W_{\rm H\alpha}$ for M101.

While we have not quantified these modeling-related uncertainties in this work, we can borrow from the thorough analysis of uncertainties in full spectral fitting of CALIFA datacubes by Cid Fernandes et al. (2014). They find that different choices of stellar population models impact the results more than uncertainties related to the method itself, a conclusion that most likely applies to this work too. Substantial changes in the results reported here are thus more likely to come from changes in the ingredients of the analysis or eventual recalibrations of the data.

APÊNDICE C – TERCEIRO ARTIGO

"Analysis of spatially resolved stellar populations and emission line properties in nearby galaxies with J-PLUS data. II. Results for the M51 group and first comparison with the M101 group"

por J. Thainá-Batista, R. Cid Fernandes, R. M. González Delgado et al.

Submetido ao Astronomy & Astrophysics

Astronomy & Astrophysics manuscript no. output
September 5, 2025
©ESO 2025

Analysis of spatially resolved stellar populations and emission line properties in nearby galaxies with J-PLUS data

II. Results for the M51 group and first comparison with the M101 group

J. Thainá-Batista[1,2], R. Cid Fernandes[2], R. M. González Delgado[1], J.E. Rodríguez-Martín[1], R. García-Benito[1], G. Martínez-Solaeche[1], L. A. Díaz-García[1], A. Lumbreras-Calle[3], D. Ruschel-Dutra[2], V. H. Sasse[2], A. J. Cenarro[3,4], D. Cristóbal-Hornillos[3], C. Hernández-Monteagudo[5,6], C. López-Sanjuan[3,4], A. Marín-Franch[3,4], M. Moles[3], J. Varela[3], H. Vázquez Ramió[3,4], J. Alcaniz[7], R. A. Dupke[7,8], A. Ederoclite[3,4], L. Sodré Jr.[9], and R. E. Angulo[10,11]

[1] Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC), PO Box 3004, 18080 Granada, Spain
e-mail: jullia.thainna@gmail.com
[2] Departamento de Física, Universidade Federal de Santa Catarina, PO Box 476, 88040-900 Florianópolis, SC, Brazil
[3] Centro de Estudios de Física del Cosmos de Aragón (CEFCA), Plaza San Juan 1, 44001 Teruel, Spain
[4] Unidad Asociada CEFCA-IAA, CEFCA, Unidad Asociada al CSIC por el IAA y el IFCA, Plaza San Juan 1, 44001 Teruel, Spain
[5] Instituto de Astrofísica de Canarias, La Laguna, 38205, Tenerife, Spain
[6] Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, 38206, Tenerife, Spain
[7] Observatório Nacional - MCTI (ON), Rua Gal. José Cristino 77, São Cristóvão, 20921-400 Rio de Janeiro, Brazil
[8] University of Michigan, Department of Astronomy, 1085 South University Ave., Ann Arbor, MI 48109, USA
[9] Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, 05508-090 São Paulo, Brazil
[10] Donostia International Physics Centre (DIPC), Paseo Manuel de Lardizabal 4, 20018 Donostia-San Sebastián, Spain
[11] IKERBASQUE, Basque Foundation for Science, 48013, Bilbao, Spain

September 5, 2025

ABSTRACT

Aims. We aim to characterize the spatially resolved stellar population and emission-line properties of galaxies in the M51 group using the same methodology previously applied to the M101 group, ultimately seeking to understand how environmental processes shape the physical properties of galaxies by comparing results obtained for different groups.
Methods. Properties are derived by applying the AlStar spectral fitting code to multi-band datacubes from the Javalambre Photometric Local Universe Survey (J-PLUS) data.
Results. We present spatially resolved maps of the main stellar population and emission-line properties for the M51 group galaxies. The interacting pair M51a/b displays clearly distinct properties: M51a features prominent star-forming spiral arms, while its companion is essentially an early-type retired galaxy. M63 exhibits significant asymmetries in its stellar age, dust attenuation, and Hα equivalent width distributions, showing signs of outside-in quenching, likely due to a past interaction. Relations between physical properties and the stellar mass surface density ($\Sigma_\star$) were investigated. The age-$\Sigma_\star$ and nebular metalicity-$\Sigma_\star$ relations are flatter than those in the M101 group. Also, unlike in the less dynamically evolved M101 group, all galaxies align with the resolved star-forming main sequence, with the exception of M51b, which has all the traits of a retired galaxy.
Conclusions. The M51 group presents signatures of more advanced dynamical evolution than the M101 group. This is evidenced by flattened age and nebular metallicity gradients, enhanced dust content, and signs of environmental quenching in some members. In contrast, the less dynamically evolved M101 group largely preserves its primordial inside-out formation signatures. These findings support the scenario that interactions and group mass play a role in shaping galaxy evolution, even in relatively low-mass groups. This comparative study underscores the power of J-PLUS data for conducting detailed IFS-like studies of galaxies in the nearby Universe.

Key words. galaxies: general – methods: data analysis – techniques: photometric – galaxies: individual (M51, M63) – galaxies: stellar content – astronomical data bases: miscellaneous

1. Introduction

Galaxy groups are key environments for studying galaxy evolution, representing an intermediate stage between isolated field galaxies and dense clusters. They are among the most common structures in the local Universe, hosting approximately half of all galaxies (Eke et al. 2004).

Groups exhibit a wide diversity of dynamical states, ranging from loosely bound associations with ongoing accretion to compact, virialized systems where interactions have significantly altered galaxy properties. These differences influence the efficiency of physical mechanisms such as mergers, tidal interactions, ram-pressure stripping, and gas inflows, which regulate star formation, chemical enrichment, and morphological transformations (Zabludoff & Mulchaey 1998; Kauffmann et al. 2004). Although most studies on environmental effects in galaxy evolution rely on integrated light measurements (Boselli & Gavazzi 2006), spatially resolved analyses are essential to capture the diverse processes at play.

Star formation can be triggered or suppressed by different mechanisms, such as mergers, interactions, and ram-pressure

compression, which can induce central starbursts followed by post-starburst phases (Poggianti et al. 2017; Gullieuszik et al. 2020). Conversely, ram-pressure stripping removes gas from galaxy outskirts, leading to outside-in quenching (Gunn & Gott 1972; Jaffé et al. 2018). These spatially dependent effects underscore the importance of 2D mapping of galaxy properties within their environmental context.

This study builds on our previous work on the M101 group presented in Thainá-Batista et al. (2025) (hereinafter TB25), where we have mapped stellar population and emission line (EL) properties using images data from the Javalambre-Photometric Local Universe Survey (J-PLUS). Here, we extend our analysis to the M51 group, a dynamically distinct system characterized by a dominant grand-design spiral galaxy interacting with its satellite companion. Comparing the M101 and M51 groups allows us to investigate how different interaction histories and local environments influence galaxy properties. While M101 is an unrelaxed, loosely bound group with multiple low-mass members, M51 presents an ongoing major interaction that significantly affects its stellar populations and star formation activity.

By applying a consistent methodology to both groups, we aim to examine similarities and differences in their stellar mass distributions, star formation histories, metallicity gradients, and nebular properties. This comparative approach provides a broader perspective on environmental effects in low-mass groups and contributes to the understanding of galaxy evolution in different dynamical contexts.

The paper is organized as follows. Section 2 introduces the data, galaxy sample, and details the preprocessing. Section 3 describes the fitting methodology with examples. In Section 4, we present and interpret the spatially resolved maps. Section 5 investigates the local scaling relations and presents a comparative analysis between the M51 and M101 galaxy groups. Lastly, Sect. 6 summarizes our main findings and conclusions.

2. Data, Sample and pre-processing

This study investigates the properties of galaxies in the M51 group, which includes M51, M63, NGC 5023, NGC 5229, UGC 8320, UGC 8215, UGC 8315, and UGC 8331. Following a brief overview of the data (Sect. 2.1) and a description of the individual galaxies in the sample (Sect. 2.2), we outline the preprocessing procedures applied to the data (Sect. 2.3) prior to the analysis of stellar populations and emission-line (EL) properties.

2.1. Data

J-PLUS uses an 80 cm robotic telescope at the Observatorio Astrofísico de Javalambre (Cenarro et al. 2014) in Teruel, Spain. The Javalambre Auxiliary Survey Telescope (JAST80; Marín-Franch et al. 2015) is equipped with a 9216×9232 pix camera (T80Cam) with a $1.4 \times 1.4\,\mathrm{deg}^2$ field of view and a pixel scale of 0.55 arcsec pix^{-1}. The third data release (DR3; López-Sanjuan et al. 2024) is used in this study. J-PLUS is distinguished by its filter system, consisting of five broad and seven narrow bands that span the ~ 3500-9000 Å range. The data-cube was obtained with the tool `Py2DJPAS` (Rodríguez-Martín et al. submitted). For further details on J-PLUS, including observation methodologies and data processing, see Cenarro et al. (2019), and refer to Logroño-García et al. (2019), San Roman et al. (2019), Lumbreras-Calle et al. (2022), and Rahna et al. (2025) for some of the extragalactic studies using its data.

Table 1. Galaxies in our sample.

Galaxy	Morphology	$\log M_\star/M_\odot$	M_r
M51	interacting pair	10.79	-21.82
M51a	SA(s)bc pec	10.52	-21.48
M51b	I0 pec	10.46	-20.42
M63	SA(rs)bc	10.58	-21.18
NGC 5023	Scd? edge-on	8.75	-17.55
NGC 5229	SB(s)d? edge-on	8.18	-16.23
UGC 8320	IBm	8.08	-16.67
UGC 8331	IAm	7.53	-15.18
UGC 8308	Im	6.94	-14.01
UGC 8215	Im	6.67	-13.40

Notes. The stellar mass and absolute AB r-band magnitude are derived from all spaxels of J-PLUS datacubes.

Galaxies in the M51 group are shown in Fig. 1. These composite images were created using the *J0660* flux for the R channel, the *g*-band for the G channel, and the summed fluxes of the five bluest bands (*u, J0378, J0395, J0410, J0430*) for the B channel. EL regions appear in red in these images, as for the redshifts of the galaxies, Hα and the adjacent [N II] lines fall within the *J0660* filter (centered at 6600 Å and with a width of 138 Å). The group is composed of two big spirals, two edge-on galaxies, and four small irregulars, with sizes from approximately 0.5 to 9 arcmin. All the galaxies display some level of asymmetry.

2.2. Sample

Table 1 lists basic information on our sample galaxies. Information regarding morphologies and redshifts was extracted from NED (Helou 1990). We adopt a distance of 8.59 Mpc (McQuinn et al. 2016) to all galaxies in the group.

M51: Commonly known as the Whirlpool Galaxy, M51 comprises two interacting galaxies: The face-on, grand design spiral M51a (NGC 5194) and its early-type companion M51b (NGC 5195). With a redshift of 0.001534, M51a hosts a Seyfert 2 nucleus, plenty of star-forming (SF) regions and dust along its two arms (Wei et al. 2020; Lee et al. 2011), and a prominent tail towards M51b (Watkins et al. 2015), itself a lenticular galaxy with redder colors and no recent star formation. This pair is among the most studied interacting systems, including simulations (Dobbs et al. 2010; Tress et al. 2020).

M63: Also known as the Sunflower Galaxy (NGC 5055), M63 has a redshift of 0.001668, hosts a LINER nucleus, and displays flocculent spiral arms (Elmegreen & Elmegreen 1987). Its stellar mass exceeds that of M51a. The galaxy shows prominent dust features, including nearly horizontal lanes of cold dust (visible in Fig. 1). It presents an extensive warped H I disk (Battaglia et al. 2006). Observations reveal an asymmetric structure and a stellar tidal stream, likely shaped by interactions with a dwarf galaxy in the group (Chonis et al. 2011; Staudaher et al. 2015).

NGC 5023: With $z = 0.001358$, this low-mass edge-on Scd galaxy exhibits an extended stellar thick disk with some H II regions (Fig. 1), a flattened stellar halo and an H I disk with some filaments a large distances (Tikhonov et al. 2006). Also known as PGC 47788 or UGC 8286.

NGC 5229: This edge-on galaxy with $z = 0.001197$ is slightly warped. Its distorted disk and some H II regions are visible in

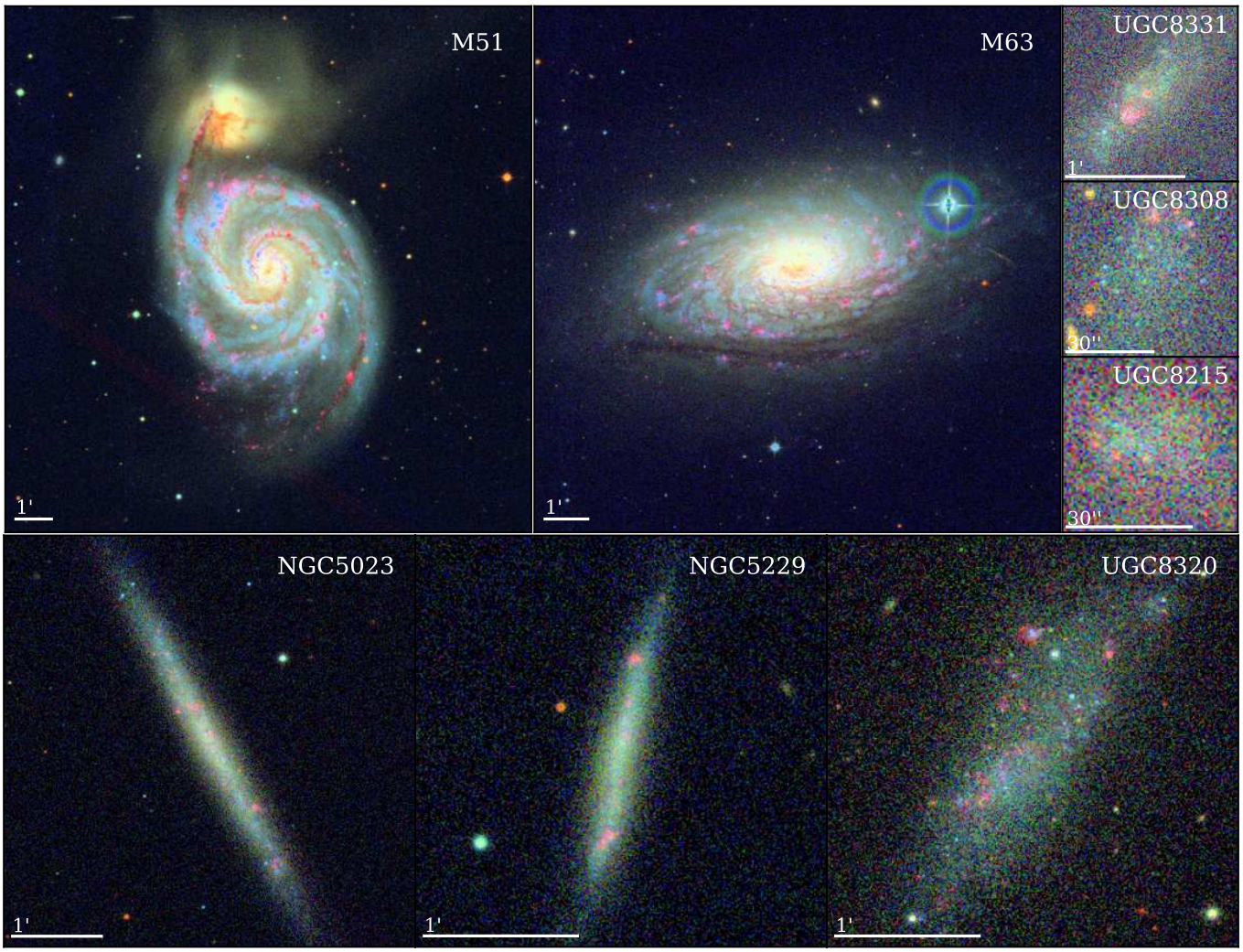


Fig. 1. RGB composites using (J0660, *g*, sum of five bluer filters) of the original data to the galaxies of M51 group. The white line represents the distance.

Fig. 1. It has a perturbed H I distribution (Swaters et al. 2002). Also known as PGC 47788 or UGC 8550.

The four irregulars in the group are: UGC 8320 (also known as PGC 46039, $z = 0.000640$), UGC 8331 (PGC 46127, $z = 0.000867$), UGC 8308 ($z = 0.000545$), and UGC 8215 ($z = 0.000726$), the smaller dwarf in the group in terms of its optical size. All they show sign of SF clumps.

2.3. Pre-processing

The data-cubes have been pre-processed to mask stars and artifacts, outline a galaxy contour, homogenize the PSF across the 12 bands, and improve its signal-to-noise by means of a combination of Butterworth filtering, 2×2 resampling, and Voronoi binning. The spatial resolution of our data after the resampling is 1.1 arcsec, corresponding to ~ 46 pc. Fig. A.1 in the appendix shows how Fig. 1 looks after these steps. These pre-processing steps were fully described in detail by TB25, and hence will not be repeated here. We do, however, use the data on M51 to better illustrate the "pixel tagging" strategy devised by TB25.

After defining a galaxy contour, masking foreground stars, applying the spatial filters, but prior to the Voronoi binning step, we tag each pixel as belonging to one of three categories: (a) H II, (b) dusty, or (c) unlabeled. "H II" pixels are identified in terms of the combined Hα + [N II] fluxes and equivalent widths estimated with the 3-Filter-Method (Vilella-Rojo et al. 2015), while "dusty" pixels are defined in terms of the ratio of z and g-band fluxes, and the "unlabeled" tag covers all other cases; see TB25 for the exact criteria.

The pixel tags for M51 are shown in the right panel of Fig. 2, where H II (marked in the left panel), dusty (middle panel), and unlabeled tags are coded to green, orange, and blue colors, respectively. The dark red zone in this image maps an extra tag associated with the overlapping galaxy, M51b. This extra tag, not present in TB25 because no such overlapping occurs in the M101 group, was defined with the aid of the DEBLENDING routine in the PHOTUTILS package (Bradley et al. 2024), applied to the *r* image. This scheme is employed in Sect. 5, where we analyze M51a and M51b separately.

These tags are used in the Voronoi binning step, which is performed independently for each tag to avoid mixing physically distinct regions (approximately traced by the different tags) within the same bin. As in TB25, the Voronoi binning is performed on the u-band as a reference to achieve consistent signal-to-noise (S/N) across zones. The target S/N_u was set to 17 for M51 and 8 for the other galaxies.

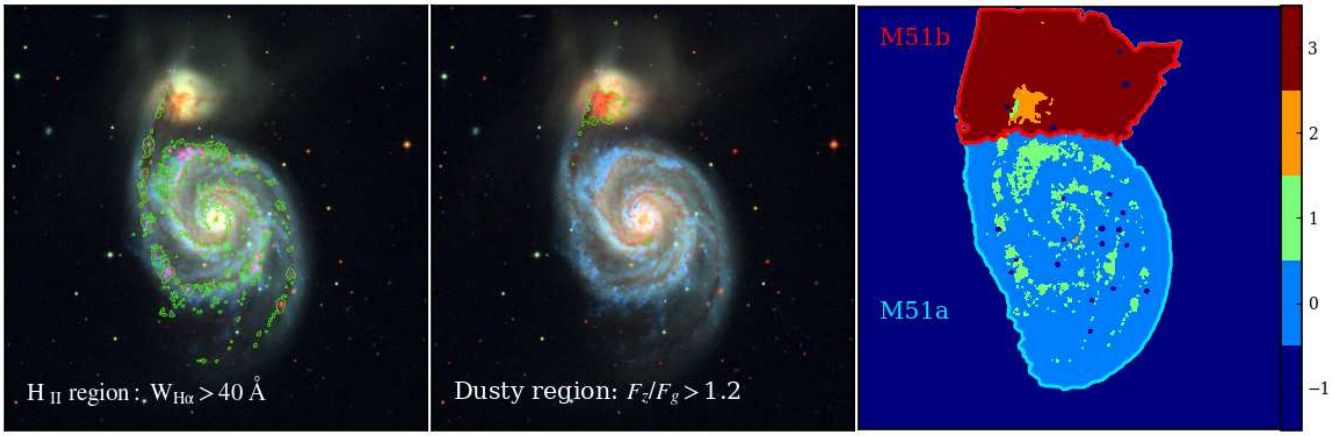


Fig. 2. Illustration of the pixel tagging scheme for M51. Left panel: RGB composite and green contours of the H II regions detected. Middle: Same composite, but with "dusty regions" marked by green contours. Right: Pixel tags, where the labels −1, 0, 1, 2, 3 mean respectively: not galaxy data, unlabeled region, H II region, dusty region, and deblended galaxy (M51b, in this case).

Uncertainties in the photometry (ϵ_λ) are important for both Voronoi binning and photo-spectral fitting. Throughout large areas of our galaxies, the formal uncertainties are very small, implying, for instance, S/N over 100 in the r-band, a level of precision that one cannot realistically expect to achieve with spectral fitting tools. We have thus limited S/N_r to ≤ 50, and scaled ϵ_λ in the other bands using the median $\epsilon_\lambda/\epsilon_r$ spectrum within the galaxy mask, hence preserving the shape of the original error spectrum. For all galaxies, the errors in the seven bluest bands are $\sim 7 \times \epsilon_r$, while the four reddest bands have $\epsilon_\lambda \sim 1.4 \times \epsilon_r$.

3. Data Analysis

The analysis of the J-PLUS photometry is performed with the AlStar code introduced by Thainá-Batista et al. (2023), with updates reported in TB25. This section provides a summary of the code and some example fits for regions of M51 and M63.

AlStar decomposes photo-spectra into stellar and EL components using a non-parametric approach. The stellar base includes 80 populations, spanning 16 ages from 0 to 14 Gyr, and five metallicities in the 0.2–3.5 $Z_\odot$ range, with model spectra extracted from an update version of Bruzual & Charlot (2003) models (Plat et al. 2019) for a Chabrier (2003) initial mass function (IMF). The EL base contains 94 elementswith unitary Hα flux and line ratios mimicking those H II regions, diffuse ionized gas (DIG), and AGN. Nebular continuum emission is accounted for (TB25).

Dust attenuation is modeled with the Calzetti et al. (2000) law, incorporating two components: dust in the diffuse interstellar medium (ISM), which affects all stellar populations and ELs, and an additional component associated with populations younger than 10 Myr to account for dust in their birth clouds (BC). ELs associated with SF regions also undergo this extra attenuation.

The V-band optical depths associated to ISM and BC are linked by $\tau^{BC} = 1.27\tau^{ISM}$ (Calzetti et al. 1994) to reduce degeneracies. In the description of attenuation-related results, we make use of an effective optical depth, $\tilde{\tau}$, defined as:

$$\tilde{\tau} \equiv x_{BC}(\tau^{ISM} + \tau^{BC}) + (1 - x_{BC})\tau^{ISM} = x_{BC}\tau^{BC} + \tau^{ISM} \quad , \quad (1)$$

where x_{BC} denotes the fraction of light at 5635 Å coming from populations younger than 10 Myr. This weighted average of the two components tends to τ^{ISM} in the absence of young stars, and $\tilde{\tau} \rightarrow \tau^{ISM}+\tau^{BC}$ when ≤ 10 Myr populations dominate ($x_{BC} \rightarrow 1$).

To deal with degeneracies between [N II] and Hα, which are both included in the *J0660* filter, an empirical prior based on the equivalent width of [N II]$\lambda\lambda$6548,6584 and Hα lines ($W_{H\alpha N_{II}}$) is applied. Basically, the first $W_{H\alpha N_{II}}$ from AlStar run is used to constrain the EL base elements used in a second run (see Thainá-Batista et al. 2023 for details).

The fitting process is repeated 100 times with fluxes perturbed by Gaussian noise of amplitude ϵ_λ. The final physical properties, such as stellar mass, age, metallicity, and EL fluxes, are derived from the averages of these Monte Carlo runs.

3.1. Example fits to M51 and M63

Figure 3 illustrates the AlStar fits for three regions of M51 (left) and three of M63 (right). The data are plotted with dashed colored lines and error bars, while the models are drawn in solid black. In all cases, the fluxes correspond to those inside a single $1.1'' \times 1.1''$ (re-binned) spaxel, whose location is marked by a circle on the stamps on the right panels. The high-resolution spectrum associated with the AlStar fit is shown in gray.

The example regions in M51 are the nucleus of M51a (A), a region of M51b (B), and an H II region in the disk of M51a (C). In M63, we show its nucleus (A), a faint external region (B), and an H II region (C). Regions B and C in M63 are inside Voronoi zones comprising 867 and 4 pixels, respectively, while the other cases are ungrouped (re-binned) pixels.

The AlStar fits perform very well across all six examples, which span very different spectral shapes and brightness levels. The mean relative absolute deviation between data (O_λ) and model (M_λ) fluxes is just $\overline{\Delta} \equiv \langle|O_\lambda - M_\lambda|/M_\lambda\rangle = 1.27$, 0.55, and 1.93% for regions A, B, and C of M51, respectively, and 1.28, 2.45, and 1.61% for M63. Fig. A.2 in the appendix shows violin plots of the distributions of the relative residuals $(O_\lambda - M_\lambda)/M_\lambda$ for the 12 bands. In both galaxies, we see that the residuals are statistically larger in the bluer bands and smaller in the red ones, as expected from the shape of the error spectrum.

For the M51 and M63 datacubes, the median $\overline{\Delta}$ is 2.01 and 1.73% respectively. The 16th and 84th percentiles of $\overline{\Delta}$ are (1.2, 3.2)% for M51 and (0.9, 3.0)% for M63. The fit quality decreases for the remaining, fainter galaxies, with median $\overline{\Delta}$ values of (in

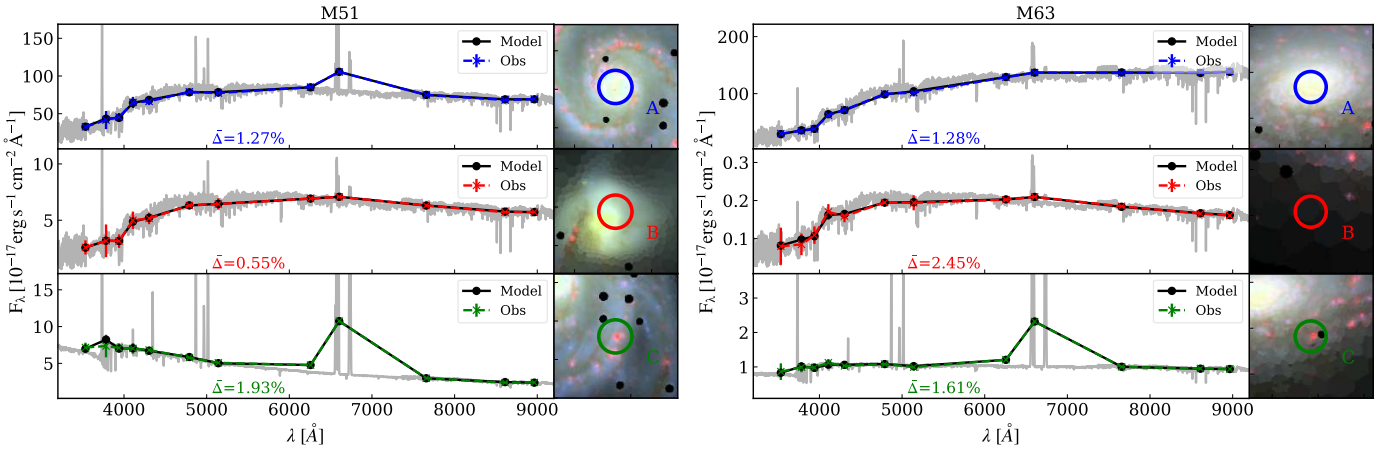


Fig. 3. Example AlStar fits for individual spaxels in different regions of M51 and M63. Colored lines with error bars show the data (O_λ), while black lines show the model photometric fluxes (M_λ), and the gray lines show the corresponding high-resolution model spectrum. Images on the right show a zoom of composites built with the *J0660, r*, and *g* fluxes in the R, G, and B channels, respectively.

order of decreasing stellar mass) 4.25 (NGC 5023), 4.15 (NGC 5229), 3.68 (UGC 8320), 5.03 (UGC 8331), 6.67 (UGC 8308), and 5.53% (UGC 8215). Figure A.3 presents the $\overline{\Delta}$ maps for the whole sample, where it is evident that the fit residuals are lower in the central, brighter regions and increase toward the fainter, outer parts of the galaxies.

4. Results

In this section, we present the stellar population and EL properties derived from our analysis of J-PLUS data for the galaxies in the M51 group. Our discussion focuses primarily on M51a/b and M63 due to their larger sizes and richer spatial structures, which allow for a detailed investigation of their maps. In contrast, the remaining group members are either significantly smaller or seen edge-on. Although we cannot examine their internal structures in detail, we are able to characterize their global properties adequately.

4.1. Stellar population maps

Figure 4 presents the spatially resolved stellar population properties for the eight galaxies in the M51 group, ordered by decreasing stellar mass (top to bottom and left to right).

The stellar mass surface density $\Sigma_\star$ is shown in the first column. The detailed structures seen in Fig. 1 are largely absent in the $\Sigma_\star$ images, which show smooth, centrally concentrated distributions. As is normal in spirals, young stars and dust contribute little to the mass, but have a large impact on their optical appearance.

In the case of M51a, overdensities along the spiral arms are seen in the $\Sigma_\star$ map, with arm/inter-arm ratios of the order of 2 in stellar mass density. The image also shows that M51b exhibits a more concentrated core than M51a, in agreement with the results of Wei et al. (2021). The $\Sigma_\star$ peaks at approximately 13800 $M_\odot$ pc^{-2} for M51a and 79000 $M_\odot$ pc^{-2} for M51b, decreasing to around 6 and 13 $M_\odot$ pc^{-2}, respectively, in the outskirts. The total stellar masses ($\log M_\star/M_\odot$) derived for M51a and M51b are 10.52 and 10.46, respectively. These values are in good agreement with previous estimates, such as 10.47(10.46) from Wei et al. (2021) and 10.67(10.40) from Mentuch Cooper et al. (2012) for M51a(b). Given the differences in data, methodologies, and the non-trivial task of separating the two galaxies, this level of consistency is satisfactory.

M63 displays a gradient in stellar mass surface density, with central values of $\Sigma_\star \sim 3700\,M_\odot$ pc^{-2} decreasing to $\sim 10\,M_\odot$ pc^{-2} in the outskirts. We obtain a total stellar mass of $\log M_\star/M_\odot = 10.58$, in good agreement with previous estimates by **?**, who reported values of 10.54 and 10.69 using different methodologies. The lower-mass galaxies in the group show peak $\Sigma_\star$ values ranging from 210 to 7 $M_\odot$ pc^{-2}, consistent with the expected scaling with total stellar mass.

The second column of Fig. 4 displays the luminosity-weighted mean log stellar age, defined as $\langle \log t \rangle_L \equiv \sum_j x_j \log t_j$, where x_j is the fraction of the flux at 5635 Å. A first look at all galaxies reveals a trend of decreasing mean stellar age with decreasing total galaxy mass. All galaxies display localized structures of young populations, visible as dark spots in the maps.

In M51a, prominent clumps of young stars are clearly visible along the spiral arms, with a large concentration of such regions in the side facing M51b, likely a result of enhanced star formation triggered by the ongoing interaction (Nikola et al. 2001). Notably, the northern arm extends towards and over M51b, resulting in a region where our mean ages carry contributions from stars in both galaxies. M51b itself is dominated by old populations, as expected for an early-type galaxy, with a hint of a small inside-out drop in mean age (from $\langle \log t/\mathrm{yr} \rangle_L$ of about 9.76 to 9.48).

The age map of M63 exhibits some peculiarities. The most striking feature is the presence of internal structures of young stellar populations tracing the spiral arm pattern, while the outer regions are dominated by older populations. An intriguing result is the approximate north-south asymmetry observed in the distribution of young populations in the inner disk, with one side displaying more prominent and extended SF regions.

The low-mass galaxies in the sample consistently exhibit younger $\langle \log t \rangle_L$. The two edge-on galaxies, NGC 5023 and NGC 5229, have mean $\langle \log t/\mathrm{yr} \rangle_L$ over all pixels of 8.8 and 8.7. The dwarf galaxies present even younger populations, with average ages around 8.4. These lower ages are consistent with the expectations for low-mass galaxies, which tend to have more extended or delayed star formation histories compared to massive galaxies.

The third column presents maps of the recent star formation rate (SFR) surface density, $\Sigma^\star_{\mathrm{SFR}}$, derived from the AlStar fits.

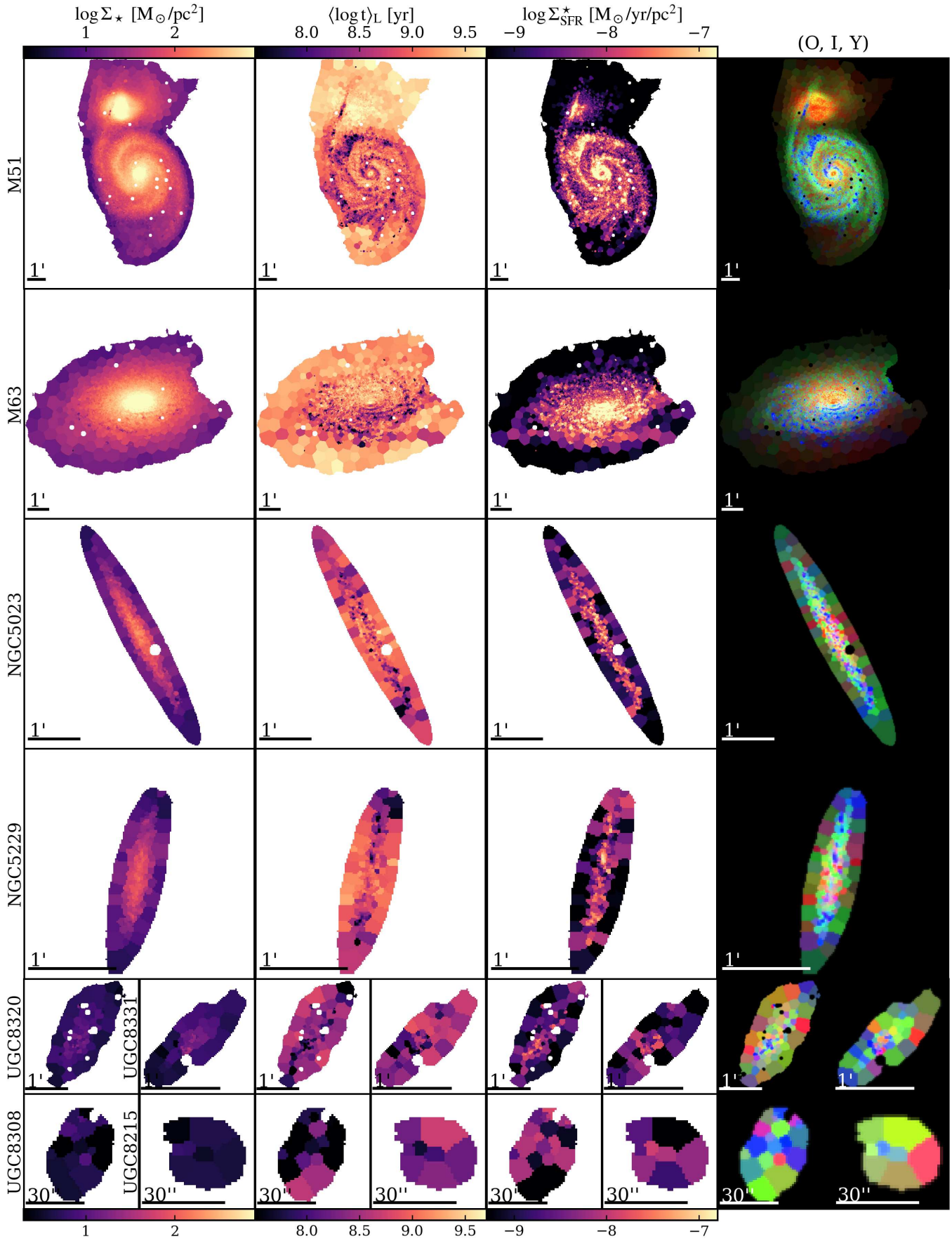


Fig. 4. Maps of stellar population properties for galaxies in the M51 group. From left to right: surface density, mean age, star formation rate surface density, and an RGB with the fluxes at 5635 Å of old, intermediate-age, and young populations. See text for details.

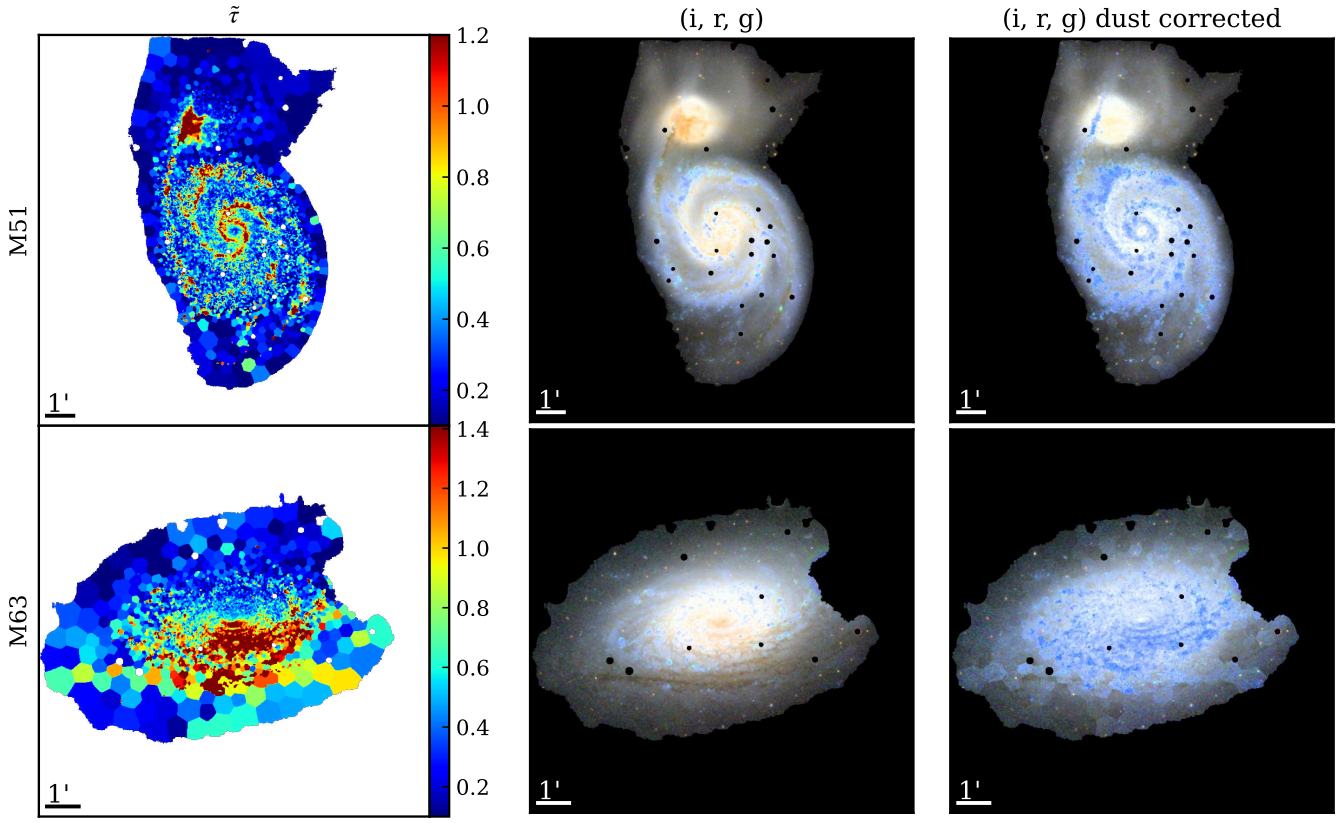


Fig. 5. Left: Maps of the effective V-band dust optical depth ($\tilde{\tau}$). The central and right panels show RGB composites with the *i, r*, and *g* bands before and after correction for dust, respectively.

Following Asari et al. (2007), the SFR is calculated by summing the stellar mass formed within the last t_{SF} years and dividing it by t_{SF}. As in TB25, we adopt $t_{SF} = 100$ Myr. As expected, these maps reflect features from both the $\Sigma_\star$ and $\langle \log t \rangle_L$ panels. High values of $\Sigma^\star_{SFR}$ are observed not only in the central regions but also along the spiral arms. These areas typically correspond to higher $\Sigma_\star$, consistent with the star-forming main sequence (SFMS), but are also associated with low $\langle \log t \rangle_L$ values. We also find that $\Sigma^\star_{SFR}$ tends to decrease with decreasing total stellar mass, although this decline is less pronounced than that observed in the $\Sigma_\star$ maps.

The fourth column in Fig. 4 displays RGB composites constructed with the fluxes at 5635 Å associated with young ($t \leq 100$ Myr), intermediate-age (100 Myr $< t <$ 1 Gyr), and old ($t \geq 1$ Gyr) stellar populations. These images can be seen as more detailed versions of the mean age maps, but with the added dimension of intensity.

In the central regions of M51a, one sees a dominant intermediate age population, surrounded by a compact bulge-like old population and then a ring of star-formation at ~ 1 kpc from the nucleus. From then on, blue and green regions delineate the spiral arms, the latter being visibly broader because of the longer time span in our intermediate age bin. Inter-arm regions, on the other hand, have a substantial fraction of their light attributed to old populations. The red and yellow hues in the case of M51b, indicative of its old stellar populations, are in sharp contrast with the blue-green ones of the outer part of M51a. The superposition of these two galaxies is clearly seen as the blue-green extension of M51a's arm over the reddish body of M51b.

In M63, the outer regions have practically no blue regions, suggesting a dearth of young populations in its outer disk, as previously noted in $\langle \log t \rangle_L$ map. The approximate north-south asymmetry in ages is also evident here, with blue zones being concentrated on the lower half of the image.

Unlike in the M101 group (TB25), the classical inside-out color gradient is not clearly observed across the main galaxies in the M51 group. The remaining low-mass galaxies in the group do not exhibit a coherent spatial pattern in color, but generally appear dominated by younger populations.

4.2. Dust attenuation maps

Figure 5 presents the maps of the effective V-band optical depth, $\tilde{\tau}$, for M51 and M63 in the left panels, followed by RGB composites built from the *i*, *r*, and *g* bands using both the observed (middle) and dereddened (right) fluxes.

In M51a, high attenuation values ($\tilde{\tau} \gtrsim 1$) trace the spiral arms clearly, and in good agreement with previous studies. For example, Wei et al. (2021) reported A_V ($1.086\tilde{\tau}$) values ranging from 0 to 1.2 mag using parametric SED fitting with GALEX to Spitzer data, while Wei et al. (2020) found a mean A_V of 1.18 mag from Hα/Hβ ratios in more than 100 spectra along the arms of M51a. The highest attenuations in the M51 system are seen over M51b, where $\tilde{\tau}$ reaches values up to 3, although this dust is clearly not intrinsic to M51b itself, but from the northern arm of M51a superposed in front of it.

For M63, we observe a similar dust distribution pattern, with enhanced attenuation ($\tilde{\tau} \geq 1.4$) tracing the spiral arms. However, a notable feature is the clear asymmetry in the dust map,

which resembles the stellar age distribution seen in Fig. 4. At first glance, this could suggest a degeneracy between age and dust (a known issue in SED fitting), but further evidence points to a more complex scenario (Sect. 4.3.1).

The dereddened RGB composites for M51 and M63 appear noticeably bluer and brighter than the raw RGBs, as expected. The dust correction appears visually consistent. The obscuration of the central parts of M51b disappears nearly completely, as does the darkening along the arms of M51a.

While M51 and M63 are visibly dusty systems, the other galaxies in the group exhibit significantly lower attenuation. Across these galaxies, the average A_V is approximately 0.2 mag, with mean values computed over all pixels ranging from 0.1 to 0.3 mag. This result aligns with the findings for the M101 group presented in TB25, and is consistent with the expectation for galaxies of similar morphological types and stellar masses.

4.3. Emission line maps

We now turn to the analysis of the main EL properties derived from our fits. Fig. 6 shows maps of, from left to right, the Hα surface brightness ($\Sigma_{H\alpha}$) and equivalent width ($W_{H\alpha}$), RGB composites of the [N II], Hα, and [O III] fluxes, and BPT diagnostic diagrams (log[N II]/Hα vs. log[O III]/Hβ; Baldwin et al. 1981).

4.3.1. $\Sigma_{H\alpha}$ and $W_{H\alpha}$

The $\Sigma_{H\alpha}$ maps show that, despite being an extensive property (like $\Sigma_\star$), galaxies exhibit similar Hα surface brightness levels across the group, as seen by the colorbar scale, common to all galaxies. These maps indicate that the M51 group is, in general, rich in SF regions. An exception is UGC 8215, the fainter and smaller dwarf galaxy, with a median $\log \Sigma_{H\alpha}$ of $4 L_\odot/\mathrm{kpc}^{-2}$. In most galaxies, emission is concentrated in the central regions and along spiral arms, fading toward the outskirts. A similar spatial pattern is seen in $\Sigma^\star_{\mathrm{SFR}}$ (Fig. 4). M51a is the clearest example. M51b, in contrast, shows diffuse and weak emission, similar to that seen in the inter-arm regions of M51a, with a central peak in $\Sigma_{H\alpha}$ more likely due to a longer path length than to a different ionization mechanism. In M63, the number of SF knots drops sharply in the outer part of the disk ($\gtrsim$ 3.7 arcmin along the major axis), coinciding with the region devoid of young stars seen in Fig. 4.

The $W_{H\alpha}$ maps in Fig. 6 are arguably more useful than $\Sigma_{H\alpha}$ for diagnostic purposes, as $W_{H\alpha}$ is simultaneously a proxy for the specific star formation rate (sSFR) and an indicator of the nature of the ionization source. Blue knots, corresponding to regions with $W_{H\alpha}$ in excess of 100 Å, appear in all galaxies, except in UGC 8215. For instance, for region C of M51a in the bottom-left panel of Fig. 3 we obtain $W_{H\alpha} = 227 \pm 18$ Å. These H II regions match very precisely the locii of very low mean stellar age seen in Fig. 4. This is, of course, expected, but we stress that this correspondence is not built in our fitting method, since we do not link the fit of the ELs to that of the stellar continuum.

In M51a, the spiral arms are clearly traced by the green-blue structures in the map ($W_{H\alpha} \geq 25$ Å), while in inter-arm regions $W_{H\alpha} \sim 6{-}19$ Å, typical of the mixed DIG as defined by Lacerda et al. (2018). Notice also the concentration of regions of large $W_{H\alpha}$ on the side of M51a facing its companion. M51b, on the other hand, has $W_{H\alpha}$ around 5 Å throughout its body.

The $W_{H\alpha}$ map of M63 shows that blue dots are confined to its inner disk. Notably, the north-south asymmetry detected in the distribution of very young populations is also present in $W_{H\alpha}$, with large values found preferably in the south. To quantify this asymmetry we have (i) selected points with $W_{H\alpha} > 30$ Å and in the SF wing of the BPT diagram, (ii) split the galaxy along its major axis, and (iii) compared the mean $W_{H\alpha}$ values in the two halves. We obtain 60 Å in the northern half and 78 Å in the southern one, while splitting the galaxy along the perpendicular direction yields nearly identical values (71 Å in the east and 72 Å in the west). We repeated the test using the combined Hα + [N II] equivalent widths derived with the 3-filter method (which has been validated and applied in other studies, e.g. Rahna et al. 2025 and Lopes et al. 2025), obtaining the same result. Since ELs and stellar populations are modeled independently, this confirms that the asymmetry is real and not an artifact of our fits.

The reason for this asymmetry is not evident, but, just like the profusion of SF activity in the regions of M51a closest to M51b, interactions are an evident possibility. Chonis et al. (2011) suggests that M63 has undergone a recent interaction with a dwarf galaxy. Additionally, Battaglia et al. (2006) reports a misalignment between the optical and H I gas distributions. By overlaying optical and Spitzer images, we also detect signatures of cold dust in front of the galaxy, visible in the southern region of Fig. 1. These results support earlier findings of asymmetries in M63 (e.g., Sánchez-Gil et al. 2011). Finally, we note that UGC 8308 also shows a marked asymmetry in its $\Sigma_{H\alpha}$ and $W_{H\alpha}$ maps, although our spatially resolved results for this dwarf galaxy are evidently limited (only 25 Voronoi zones).

4.3.2. Emission line ratios

Let us now examine results for other ELs, which, as demonstrated by our previous work with S-PLUS and J-PLUS (Thainá-Batista et al. 2023, TB25), can be adequately estimated with our methodology. The third column of Fig. 6 presents composite images built from the flux maps of three key ELs: [N II] (in the red channel), Hα (green), and [O III] (blue). The fourth column shows the corresponding BPT diagram, where each spaxel is plotted with the same color it appears in the RGB composite. Together, these plots synthesize the spatial and spectral variation of ELs across the galaxies in our sample, enabling a quick visualization and assessment of the dominant ionizing mechanisms in different galactic regions.

M51a and M63 exhibit remarkably similar patterns: the spiral arms are predominantly green, indicating strong Hα and comparatively weak [N II] emission, typical of SF regions. In the case of region C of M51a (Fig. 3), for example, we find $\log[\mathrm{N\,II}]/\mathrm{H}\alpha = -0.62 \pm 0.15$, while for region C of M63 in the same figure $\log[\mathrm{N\,II}]/\mathrm{H}\alpha = -0.69 \pm 0.14$. Note also that the colors of the H II regions in these RGBs are similar at all radii, indicating little variation in nebular metallicity.

The EL pattern in central and inter-arm regions tends toward orange and red hues due to the increasing contribution of [N II], leading to line ratios typical of LINERs and DIG. This is even more prominent in M51b, as is evident from its red look in the RGB composites in Fig. 6. Region B in Fig. 3 for instance, has $\log[\mathrm{N\,II}]/\mathrm{H}\alpha = -0.27 \pm 0.15$ and $W_{H\alpha} = 6.6 \pm 4$ Å.

This body of evidence, combined with its weak ELs attributable to ionization by post-AGB stars (Stasińska et al. 2008), and its very old stellar populations (Fig. 4) and early-type morphology strongly supports its classification as a retired or quenching galaxy. The low values of $W_{H\alpha}$, with 16–84 percentiles spanning the 3–8 Å range, are qualitatively consistent with this interpretation, albeit slightly above the $W_{H\alpha} \leq 3$ Å limit proposed by Cid Fernandes et al. 2011 to identify retired

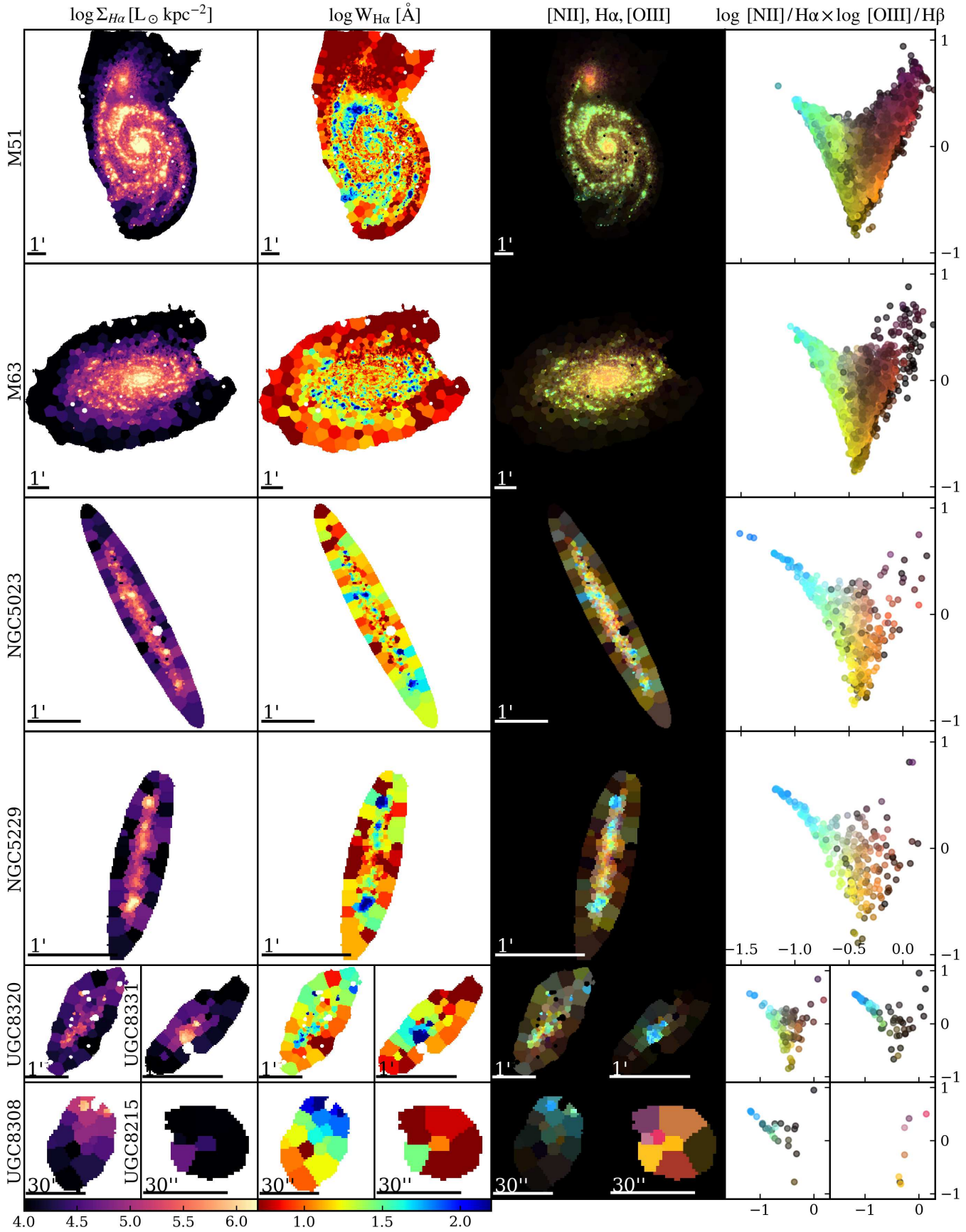


Fig. 6. Maps of emission-line properties. From left to right: Hα surface brightness; Hα equivalent width; RGB with the ([N II], Hα, [O III]) fluxes; BPT diagram of the spaxels of each galaxy, with points color-coded as in the RGB panel. Galaxies appear in the same order as in Fig. 4.

systems. Taking into account that the typical (median) uncertainty in $W_{H\alpha}$ for M51b is 4 Å, as well as the evident difficulty in estimating such low equivalent widths with our data, this minor formal inconsistency should not be given much weight.

When analyzing the other galaxies in the group, a notable difference emerges. While the SF regions are also predominantly green, they show bluer hues in the RGB maps, indicating elevated [O III] fluxes. These regions appear in the upper-left, low metallicity part of the BPT diagram. This trend is consistent with the mass-metallicity relation, where lower-mass galaxies tend to be poorer in metals. This pattern mirrors what was observed in the M101 group, which also hosts low-mass galaxies and shows a similar extension towards low-metallicity regions in the BPT diagram. The inclination of NGC 5023 and NGC 5229 prevents a detailed spatial analysis. The irregulars UGC 8320, UGC 8331 and UGC 8308 appear dominated by SF regions in terms of both $W_{H\alpha}$ and line ratios. UGC 8215, on the other hand, shows weak ELs, despite its young stellar population.

5. Discussion

In this section, we examine scaling relations within the galaxies of the M51 group, highlighting trends, similarities, and differences among them. We also place our results in the broader context of previous findings in the literature. A key goal of this analysis is to explore how stellar population and EL properties relate to the local stellar mass surface density. Such relations, particularly those linking stellar mass to age, metallicity, and SFR, have been studied in both integrated (e.g., Gallazzi et al. 2005; Renzini & Peng 2015) and spatially resolved data sets (e.g., González Delgado et al. 2014, 2016; Sánchez 2020).

Figure 7 shows four relations for our sample: mean stellar age, stellar metallicity, nebular metallicity, and SFR surface density, all plotted against $\Sigma_\star$. As in previous figures, the galaxies are ordered by total stellar mass, but now we have the M51a and M51b analysed separately, which makes M63 the most massive in the group. The lines represent median trends, with bins along the $\Sigma_\star$-axis. As $\Sigma_\star$ generally decreases with radius, these plots effectively trace radial trends without explicitly referring to a radial coordinate. Together, these relations offer a spatially resolved view of galaxy structure and evolution, setting the stage for a more detailed discussion in the following subsections.

5.1. Mass-age relation

The left panel of Fig. 7 shows how the mean age indicator, $\langle \log t \rangle_L$, varies as a function of $\Sigma_\star$ for galaxies in the M51 group. The first notable effect is the tendency for more massive galaxies to host older stellar populations, a phenomenon commonly referred to as "downsizing" (Spitoni et al. 2020; Pérez-González et al. 2008).

Although M51b is not the most massive galaxy in the sample, it appears at the top of the age-$\Sigma_\star$ relation, consistent with its early-type morphology. M63 and M51a follow next in the sequence. Next come NGC 5023 and NGC 5229, which have comparable masses and morphologies. Finally, the four low-mass irregular galaxies (UGC 8331, UGC 8320, UGC 8315, and UGC 8308) populate the younger, lower-$\Sigma_\star$ end of the relation. This overall sequence suggests a coherent picture where both stellar mass and morphological type drive the spatially resolved mass-age relation within the group (as discussed in García-Benito et al. 2017; González Delgado et al. 2015).

Let us now look at the individual galaxies. M51b is the most compact and dense system in the group, reaching values of $\Sigma_\star$ in excess of $20000 M_\odot/\mathrm{pc}^2$ and a positive mass-age correlation. M51a also shows a positive age–$\Sigma_\star$ correlation down to $\Sigma_\star \sim 50\ M_\odot, \mathrm{pc}^{-2}$, beyond which the trend reverses, with ages increasing again in the outskirts. We interpret this behavior as a result of the interaction with M51b. This result is consistent with Wei et al. (2021), who found a similar upturn in the radial age profile of M51a around 150 arcsec (which corresponds closely to our $\Sigma_\star \sim 50/M_\odot \mathrm{pc}^{-2}$ in our map), despite using different methodology and data.

In M63, we observe a similar trend to that of M51a, a positive age-mass correlation that reverses at $\Sigma_\star \sim 100/M_\odot \mathrm{pc}^{-2}$. However, in the case of M63, the reason for this trend is not so obvious. To better interpret this behavior, we must consider the age-mass relation in conjunction with the maps discussed in previous sections, as well as findings from the literature. M63 stellar population and EL maps have a genuine match, showing internal structures of young stars and ionized gas that drops around 3.7 arcmin (9.2 kpc) radius, becoming dominated by older stellar populations and low $W_{H\alpha}$ values ($\lesssim 10$ Å).

This observed upturn in the age profile at low $\Sigma_\star$ is likely related to the galaxy's interaction history. M63 exhibits several signatures of past interactions, including a warped H I disk (Battaglia et al. 2006), extended tidal streams (Staudaher et al. 2015), and evidence of a recent merger with a dwarf companion (Chonis et al. 2011). We propose that this minor merger event induced tidal forces that stripped gas from the outer regions of M63. Furthermore, the upturn in the age–$\Sigma_\star$ relation could be produced by minor mergers that extend the outskirts of the galaxy. In such a scenario, an increase in stellar ages in the outskirts is expected, since dwarf galaxies are generally old. However, this would also imply a decrease in stellar metallicity in the outskirts, whereas the opposite trend is observed in the stellar metallicity–stellar mass density relation (Sect. 5.2).

As a result, the outer disk is left gas-poor, and the star formation is suppressed. This explains the presence of older stellar populations and the lack of ionized gas in the external parts. Additionally, this same interaction may account for the asymmetries observed in the Hα emission (as discussed in Sect. 4). Tidal interactions can compress the gas in the disk, enhancing local star formation, particularly along the spiral arms, where we indeed observe concentrated regions of high $W_{H\alpha}$.

To further support this interpretation, we computed the radial profile of the sSFR, shown in Fig. A.4. The sSFR starts at approximately $10^{-10.7}$ yr^{-1} near the center, rises to about $10^{-10.5}$ yr^{-1} in the intermediate regions, and then drops below 10^{-11} yr^{-1} in the outskirts. This behavior is consistent with that reported by Smith et al. (2022), who found a similar trend using the CIGALE code applied to multiwavelength data. These results reinforce the interpretation that M63's outer disk is currently devoid of significant star formation activity, likely as a result of environmental effects driven by a past interaction.

Turning to the less massive galaxies, we observe that they generally do not exhibit clear local mass-age relations. We propose that this flatness results from a combination of environmental effects and intrinsic properties related to their low mass. These galaxies are more susceptible to feedback and external perturbations, which can homogenize their stellar populations over time. Compared to the galaxies in the M101 group, which do show more prominent mass-age gradients, these low-mass systems in the M51 group may be at a more evolved or disturbed stage in their interaction history.

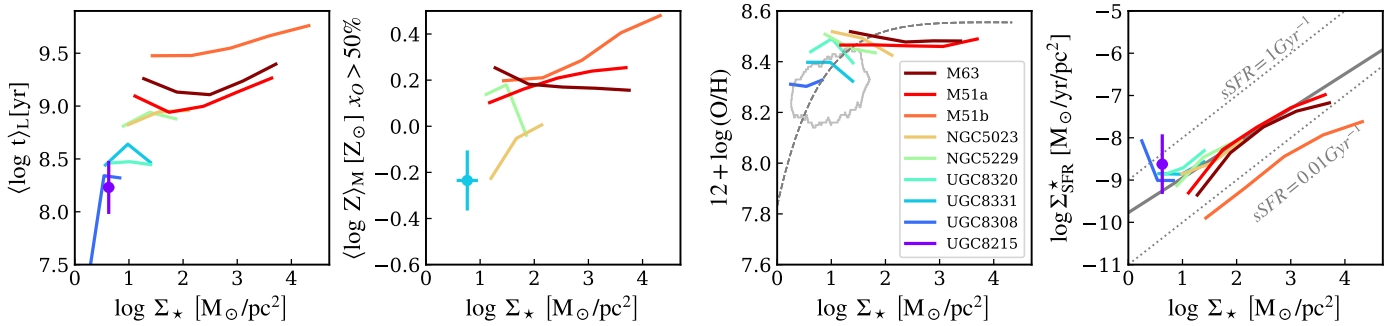


Fig. 7. Median scaling relations for all galaxies. In the third column, the gray dashed line is the median curve from Barrera-Ballesteros et al. (2016) for 653 MaNGA galaxies. The gray line shows the 80% contour of Barrera-Ballesteros et al. (2016) for MaNGA galaxies with $\log M_\star/M_\odot < 9.2$. The dotted lines in the last panel represent lines of specific SFR at 0.01 and 1 Gyr^{-1}. The thick gray line shows the star-forming main sequence relation obtained by Enia et al. (2020) for nearby spirals. Where data are insufficient for a median curve, only uncertainty bars are plotted.

5.2. Stellar mass-metallicity relation

Following the same approach adopted in our study of the M101 group (TB25), to analyse the stellar mass-metallicity relation (MZR), we use the mass-weighted mean (log) stellar metallicity, $\langle \log Z \rangle_M \equiv \sum_j \mu_j \log Z_j$, where μ_j denotes the mass fraction associated with the component j. For the reasons explained in TB25, we restrict our analysis of $\langle \log Z \rangle_M$ to regions where populations older than 1 Gyr contribute more than $x_O = 50\%$ of the flux at 5635 Å.

The resulting stellar MZRs are shown in the second column of Fig. 7. M51b exhibits the highest metallicities, with $\langle \log Z \rangle_M$ reaching values around 3 $Z_\odot$ in the central regions and decreasing to $\sim$ 1.6 $Z_\odot$ in the outskirts. M51a shows smaller variations in metallicity, with Z decreasing from around $\sim$ 1.8 $Z_\odot$ in the center to $\sim$ 1.3 $Z_\odot$ in the outer regions. This same range of values is found for M63, except that in this case the larger metallicities are obtained at the lowest $\Sigma_\star$.

For NGC 5023, NGC 5229, and UGC 8331, we do not observe a well-defined stellar mass-metallicity relation, although their overall lower values of $\langle \log Z \rangle_M$ are consistent with expectations for galaxies with lower stellar masses. In the cases of UGC 8320, UGC 8308, and UGC 8215, no meaningful analysis of the stellar MZR can be performed, as too few spaxels meet the $x_O > 50\%$ criterion required for a reliable estimate of $\langle \log Z \rangle_M$.

5.3. Nebular mass-metallicity relation

The third column of Fig. 7 presents the local nebular MZR. Our estimate of the gas-phase metallicity, 12 + log(O/H), is based on the O3N2 index (Marino et al. 2013), following exactly the same procedure as in TB25.

Across the M51 group, the nebular MZR appears generally flat within each galaxy. As in the stellar age-mass relation, we observe a "downsizing" pattern: more massive galaxies tend to exhibit higher oxygen abundances, while less massive ones fall systematically below. This trend is well aligned with the median MZR derived by Barrera-Ballesteros et al. (2016) from 653 MaNGA galaxies, shown as a gray dashed line (shifted by −0.26 dex to account for IMF differences). The lower-mass galaxies in the group fall within the region defined by their $\log M_\star/M_\odot <$ 9.2 sample.

The most massive systems, M51a and M63, show 12 + log(O/H) values around 8.5, consistent with the expected range for Sbc galaxies with $\log M_\star/M_\odot$ of about 10.5-11 as found by Sánchez (2020). Moustakas et al. (2010) got an average oxygen abundance of 8.38 and 8.54 for M63 and M51a respectively, using spectroscopic data. Our results also agree with those of Bresolin et al. (2004), who used spectroscopic observations of 10 H II regions in M51a and reported a relatively shallow metallicity gradient compared to other spirals (e.g., Kennicutt et al. 2003, Castellanos et al. 2002). Croxall et al. (2015) analyzed individual H II regions of M51a and confirm a small gradient. Despite the different methods and calibrations employed in these works, our findings are consistent with their results.

5.4. Spatially resolved star-forming main sequence

The last panel of Fig. 7 displays the relation between the SFR surface density and stellar mass surface density ($\Sigma^\star_{\rm SFR}$–$\Sigma_\star$), commonly referred to as the spatially resolved SFMS. Most galaxies in the M51 group closely follow the SFMS derived by Enia et al. (2020), shown as the gray solid line, which was obtained from eight nearby grand-design spiral galaxies. We observe that the galaxies align along this sequence with small vertical offsets that correlate with their total stellar mass and morphology, once again reflecting the "downsizing" trend identified in previous relations. It is also shown that in the low stellar density regions of M63 and M51a, the local SFR lies slightly below the main sequence, indicating that recent star formation has already ceased in the outskirts of these galaxies. See also Fig. A.4.

The only significant shift from the SFMS is M51b, which lies well below the sequence, in the region typically associated with quenched or retired galaxies (sSFR < 0.01 Gyr^{-1}, marked by the diagonal dotted line). This is fully consistent with the previous findings: M51b is the only early-type galaxy in the sample and shows signatures of old stellar populations, weak ELs, and low star formation activity in our maps. This result is also supported by the findings of Nersesian et al. (2020), who reported a lower sSFR for M51b compared to M51a, placing the M51b SFMS relation below the same threshold of 0.01 Gyr^{-1}. Their derived relation for M51a, meanwhile, lies close to the Enia et al. (2020) sequence.

5.5. Comparison between M51 and M101 groups

A more detailed comparison between the M51 and M101 groups, including analysis of radial profiles and integrated properties, will be addressed in future work. However, based on the spatially resolved analyses presented here and in TB25, we can already identify key similarities and differences between the two groups and outline a preliminary comparison. Both groups are

formed by spiral and irregular galaxies and exhibit star formation activity, Hα emission, and asymmetric features. Notably, both include massive spiral galaxies (M51, M63, and M101) as dominant group members, surrounded by lower-mass satellites. However, the group environments and interaction histories differ, which may explain the differences revealed in their spatially resolved stellar population and EL properties.

Both groups exhibit a clear "downsizing" trend in their Σ_*-age and resolved SFMS relations. The groups exhibit different mass ranges, with M51 spanning a wider range in $M_\star$, encompassing both lower and higher masses. In the Σ_*-age relation, most M101 galaxies show strong positive gradients (older ages at higher $\Sigma_\star$), whereas in the M51 group, these gradients are generally milder. The stellar MZR behaves similarly in both groups: the most massive members display rising $\langle \log Z \rangle_M$ with $\Sigma_\star$, while the low-mass satellites have essentially flat relations (M63 being a notable exception with a slight upturn at low density). The absolute stellar metallicity ranges differ: in the M51 group, $\langle \log Z/Z_\odot \rangle_M$ spans roughly -0.2 to 0.5, whereas in M101 it lies between ~ -0.55 and -0.32. There are also differences in the nebular MZR: all M101 galaxies show a positive O/H-$\Sigma_\star$ gradient, while the M51 members have essentially flat nebular abundances. Another key difference is that the M101 group exhibits higher $W_{\mathrm{H}\alpha}$ values. Conversely, the higher dust attenuation observed in M51a and M63 can be attributed to their more advanced interaction stage. A final noteworthy point is that the galaxies in the M51 group align closely with the SFMS, showing minimal dispersion. In contrast, the M101 group exhibits offsets relative to the SFMS, shifted toward higher sSFRs.

We interpret these differences as signatures of distinct evolutionary phases and differences in the group masses. The M101 group appears to be at an earlier interaction stage, preserving its inside-out age and metallicity gradients and sustaining robust star formation. In the M51 group, stronger interactions (notably between M51a and M51b, but also past encounters in M63) have flattened both stellar and nebular gradients, quenched central star formation in M51b, and maybe induced dust production.

Moreover, the environmental processes have more efficacy as the mass of the group or cluster increases (e.g., Alonso et al. 2012). Our analysis shows that the total stellar mass of the M51 group is around $1.0 \times 10^{11} M_\odot$, while the M101 group is a relatively low mass system with $\sim 2.5 \times 10^{10} M_\odot$. This mass difference helps explain why the M51 group shows signs of suppressed star formation (e.g., in M51b, UGC 8215, and the outer regions of M63 and M51a), whereas the M101 group exhibits no substantial evidence of environmental quenching. These findings are in agreement with the results of González Delgado et al. (2022) on the effect of the total group stellar mass on the excess of quenched galaxies relative to the field. They find that for a fixed $M_\star$, the quenched fraction excess in low mass groups is significantly lower than in more massive structures. Their low-mass group regime is defined as those with $M_{\mathrm{group}} < 5{\times}10^{11}\ M_\odot$, which includes both the M101 and M51 groups. However, with M51 closer to the upper boundary of this regime, its environment is more susceptible to quenching. According to their results, the masses of the M101 and M51 groups correspond to a quenched galaxy excess of 0.2 and 0.4, respectively, consistent with the observed level of environmental impact in our sample.

6. Summary and conclusions

In this work, we have explored a spatially resolved analysis of the M51 galaxy group using 12-band photometric datacubes from the J-PLUS survey, with the AlStar full spectral fitting code. This study continues the methodology developed for the M101 group (TB25), enabling a consistent comparison between two nearby galaxy groups at very similar distances but different evolutionary/dynamical stages. Our main findings can be summarized as follows:

1. The M51 system shows a dichotomy. M51a is characterized by prominent spiral arms with ongoing star formation. In contrast, its companion M51b is dominated by older, quiescent stellar populations, with an sSFR below 0.01 Gyr^{-1}, consistent with a retired/quenched galaxy.
2. M63 displays significant asymmetries in its stellar age, dust, and $W_{\mathrm{H}\alpha}$ maps. We find evidence for outside-in quenching, where the outer disk is dominated by older stellar populations and lacks significant star formation. These features are consistent with its past interaction with a dwarf (Chonis et al. 2011).
3. The low-mass galaxies in the group generally show flatter gradients and are dominated by younger stellar populations, consistent with expectations for dwarf irregular and spiral systems.

By comparing the M51 and M101 groups, we conclude that both local (e.g., stellar mass, morphology) and environmental (e.g., group interactions, total mass) factors play decisive roles in shaping galaxy evolution.

We interpret these results as clear evidence of environmental processing. The more massive nature of the M51 group, combined with its more intense and mature interactions, has significantly altered its members. These processes have flattened chemical gradients, triggered substantial dust production, and initiated quenching processes in the outskirts of M63 and M51a. In contrast, the less massive and dynamically younger M101 group has preserved the primordial inside-out formation signatures of its galaxies.

This comparative analysis demonstrates that the group environment, even at these relatively low densities, plays a crucial role in shaping the evolutionary paths of galaxies. This study further reinforces the capability of multi-band photometric surveys like J-PLUS to drive powerful, IFS-like science over a wide FoV. In future work, we will expand our sample, adding other groups and clusters, building a better statistical analysis with several dynamic stages. Then, expand our analysis to radial profiles and integrated properties to the whole sample to further quantify the environmental effects on galaxy evolution in group environments.

Acknowledgements. This work was supported by CAPES under grant 88881.892595/2023-01 and FAPESC (CP 48/2021). RCF acknowledges support from CNPq (grants 302270/2018-3 and 404238/2021-1). JTB, RGD, RGB, JRM, GMS and LADG acknowledge financial support from the Severo Ochoa grant CEX2021-001131-S funded by MCIN/AEI/ 10.13039/501100011033 and to grant PID2022-141755NB-I00. DRD acknowledges support from CNPq (grant 313040/2022-2). Based on observations made with the JAST80 telescope and T80Cam camera for the J-PLUS project at the Observatorio Astrofísico de Javalambre (OAJ), in Teruel, owned, managed, and operated by the Centro de Estudios de Física del Cosmos de Aragón (CEFCA). We acknowledge the OAJ Data Processing and Archiving Unit (UPAD; Cristóbal-Hornillos et al. 2012) for reducing the OAJ data used in this work. Funding for the J-PLUS Project has been provided by the Governments of Spain and Aragón through the Fondo de Inversiones de Teruel; the Aragonese Government through the Research Groups E96, E103, E16_17R, E16_20R, and E16_23R; the Spanish Ministry of Science and Innovation (MCIN/AEI/10.13039/501100011033 y FEDER, Una manera de hacer Europa) with grants PID2021-124918NB-C41, PID2021-124918NB-C42, PID2021-124918NA-C43, and PID2021-124918NB-C44; the Spanish Ministry of Science, Innovation and Universities (MCIU/AEI/FEDER, UE) with grants PGC2018-097585-B-C21 and PGC2018-097585-B-C22; the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness (MINECO) under AYA2015-66211-C2-1-P, AYA2015-66211-C2-2, AYA2012-30789, and ICTS-2009-14; and European

FEDER funding (FCDD10-4E-867, FCDD13-4E-2685). The Brazilian agencies FINEP, FAPESP, and the National Observatory of Brazil have also contributed to this Project.

References

Alonso, S., Mesa, V., Padilla, N., & Lambas, D. G. 2012, A&A, 539, A46
Asari, N. V., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., et al. 2007, MNRAS, 381, 263
Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5
Barrera-Ballesteros, J. K., Heckman, T. M., Zhu, G. B., et al. 2016, MNRAS, 463, 2513
Battaglia, G., Fraternali, F., Oosterloo, T., & Sancisi, R. 2006, A&A, 447, 49
Boselli, A. & Gavazzi, G. 2006, PASP, 118, 517
Bradley, L., Sipőcz, B., Robitaille, T., et al. 2024, astropy/photutils: 1.12.0
Bresolin, F., Garnett, D. R., & Kennicutt, Jr., R. C. 2004, ApJ, 615, 228
Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, MNRAS, 344, 1000
Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., et al. 2000, ApJ, 533, 682
Calzetti, D., Kinney, A. L., & Storchi-Bergmann, T. 1994, ApJ, 429, 582
Castellanos, M., Díaz, A. I., & Terlevich, E. 2002, MNRAS, 329, 315
Cenarro, A. J., Moles, M., Cristóbal-Hornillos, D., et al. 2019, A&A, 622, A176
Cenarro, A. J., Moles, M., Marín-Franch, A., et al. 2014, in Proc. SPIE, Vol. 9149, Observatory Operations: Strategies, Processes, and Systems V, 91491I
Chabrier, G. 2003, PASP, 115, 763–795
Chonis, T. S., Martínez-Delgado, D., Gabany, R. J., et al. 2011, AJ, 142, 166
Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Mateus, A., & Vale Asari, N. 2011, MNRAS, 413, 1687–1699
Cristóbal-Hornillos, D., Gruel, N., Varela, J., et al. 2012, in SPIE CS, Vol. 8451
Croxall, K. V., Pogge, R. W., Berg, D. A., Skillman, E. D., & Moustakas, J. 2015, ApJ, 808, 42
Dobbs, C. L., Theis, C., Pringle, J. E., & Bate, M. R. 2010, MNRAS, 403, 625
Eke, V. R., Baugh, C. M., & Cole, S. e. a. 2004, MNRAS, 348, 866
Elmegreen, D. M. & Elmegreen, B. G. 1987, ApJ, 314, 3
Enia, A., Rodighiero, G., Morselli, L., et al. 2020, MNRAS, 493, 4107
Gallazzi, A., Charlot, S., Brinchmann, J., White, S. D. M., & Tremonti, C. A. 2005, MNRAS, 362, 41
García-Benito, R., González Delgado, R. M., Pérez, E., et al. 2017, A&A, 608, A27
González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., et al. 2014, ApJ, 791, L16
González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., Pérez, E., et al. 2016, A&A, 590, A44
González Delgado, R. M., García-Benito, R., Pérez, E., et al. 2015, A&A, 581, A103
González Delgado, R. M., Rodríguez-Martín, J. E., Díaz-García, L. A., et al. 2022, A&A, 666, A84
Gullieuszik, M., Poggianti, B. M., Moretti, A., et al. 2020, The Astrophysical Journal, 846, 27
Gunn, J. E. & Gott, J. R. 1972, The Astrophysical Journal, 176, 1
Helou, G. 1990, Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires, 38, 7
Jaffé, Y. L., Poggianti, B. M., Moretti, A., et al. 2018, MNRAS, 476, 4753
Kauffmann, G., White, S. D. M., & Heckman, T. M. e. a. 2004, MNRAS, 353, 713
Kennicutt, Robert C., J., Bresolin, F., & Garnett, D. R. 2003, ApJ, 591, 801
Lacerda, E. A. D., Cid Fernandes, R., Couto, G. S., et al. 2018, MNRAS, 474, 3727
Lee, J. H., Hwang, N., & Lee, M. G. 2011, ApJ, 735, 75
Logroño-García, R., Vilella-Rojo, G., López-Sanjuan, C., et al. 2019, A&A, 622, A180
Lopes, A. R., Smith Castelli, A. V., Krabbe, A. C., et al. 2025, A&A, 699, A331
López-Sanjuan, C., Vázquez Ramió, H., Xiao, K., et al. 2024, A&A, 683, A29
Lumbreras-Calle, A., López-Sanjuan, C., Sobral, D., et al. 2022, A&A, 668, A60
Marín-Franch, A., Taylor, K., Cenarro, J., Cristobal-Hornillos, D., & Moles, M. 2015, in IAU General Assembly, Vol. 29, 2257381
Marino, R. A., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., et al. 2013, A&A, 559, A114
McQuinn, K. B. W., Skillman, E. D., Dolphin, A. E., Berg, D., & Kennicutt, R. 2016, ApJ, 826, 21
Mentuch Cooper, E., Wilson, C. D., Foyle, K., et al. 2012, ApJ, 755, 165
Moustakas, J., Kennicutt, Jr., R. C., Tremonti, C. A., et al. 2010, ApJS, 190, 233
Nersesian, A., Viaene, S., De Looze, I., et al. 2020, A&A, 643, A90
Nikola, T., Geis, N., Herrmann, F., et al. 2001, ApJ, 561, 203
Pérez-González, P. G., Rieke, G. H., Villar, V., et al. 2008, ApJ, 675, 234
Plat, A., Charlot, S., Bruzual, G., et al. 2019, MNRAS, 490, 978
Poggianti, B. M., Jaffé, Y. L., Moretti, A., et al. 2017, Nature, 548, 304
Rahna, P. T., Akhlaghi, M., López-Sanjuan, C., et al. 2025, A&A, 695, A200
Renzini, A. & Peng, Y.-j. 2015, ApJ, 801, L29
San Roman, I., Sánchez-Blázquez, P., Cenarro, A. J., et al. 2019, A&A, 622, A181
Sánchez-Gil, M. C., Jones, D. H., Pérez, E., et al. 2011, MNRAS, 415, 753
Smith, M. V., van Zee, L., Dale, D. A., Staudaher, S., & Wrock, T. 2022, MNRAS, 516, 477
Spitoni, E., Calura, F., Mignoli, M., et al. 2020, A&A, 642, A113
Stasińska, G., Vale Asari, N., Cid Fernandes, R., et al. 2008, MNRAS, 391, L29
Staudaher, S. M., Dale, D. A., van Zee, L., Barnes, K. L., & Cook, D. O. 2015, MNRAS, 454, 3613
Swaters, R. A., van Albada, T. S., van der Hulst, J. M., & Sancisi, R. 2002, A&A, 390, 829
Sánchez, S. F. 2020, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 58, 99–155
Thainá-Batista, J., Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., et al. 2025, A&A, 699, A45
Thainá-Batista, J., Cid Fernandes, R., Herpich, F. R., et al. 2023, MNRAS, 526, 1874
Tikhonov, N. A., Galazutdinova, O. A., & Drozdovsky, I. O. 2006, arXiv e-prints, astro
Tress, R. G., Smith, R. J., Sormani, M. C., et al. 2020, MNRAS, 492, 2973
Vilella-Rojo, G., Viironen, K., López-Sanjuan, C., et al. 2015, A&A, 580, A47
Watkins, A. E., Mihos, J. C., & Harding, P. 2015, ApJ, 800, L3
Wei, P., Zou, H., Kong, X., et al. 2020, PASP, 132, 094101
Wei, P., Zou, H., Lin, L., et al. 2021, RAA, 21, 006
Zabludoff, A. I. & Mulchaey, J. S. 1998, ApJ, 496, 39

Appendix A: Complementary material

This appendix presents complementary figures that support the results discussed in the main text.

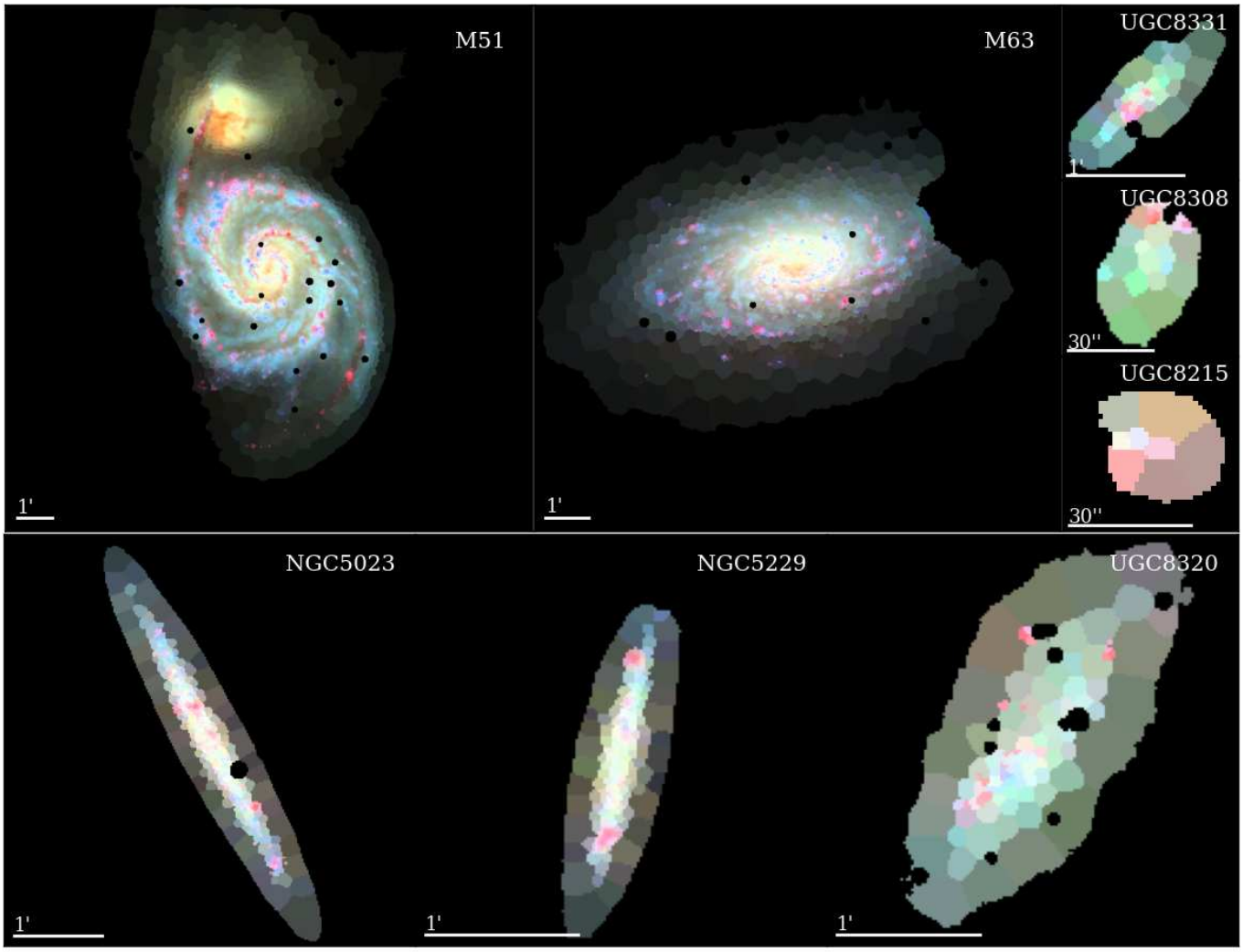


Fig. A.1. RGB composites using (J0660, g, sum of five bluer filters) of the pre-processed data to the galaxies of M51 group. The white line represents the arcmin distance.

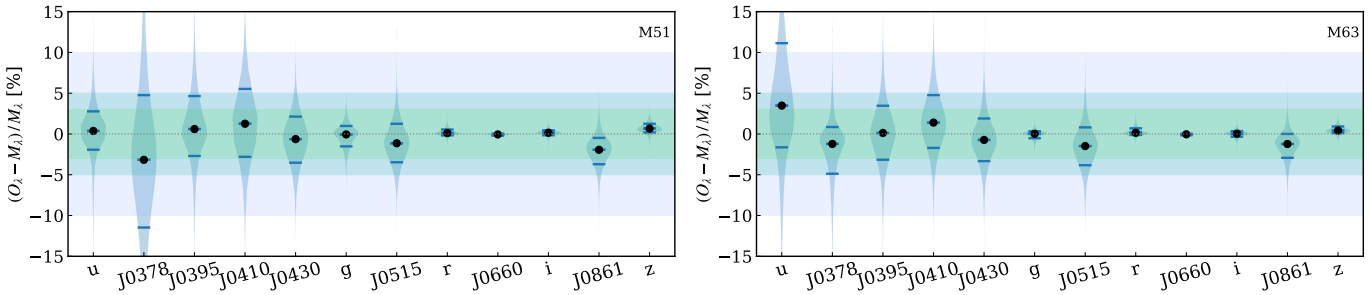


Fig. A.2. Distributions of the $(O_\lambda - M_\lambda)/M_\lambda$ relative residuals of the fits for the 12 J-PLUS bands for zones of M51 and M63. Median residuals are marked by solid black circles, while the horizontal bars mark the 16 and 84 percentiles.

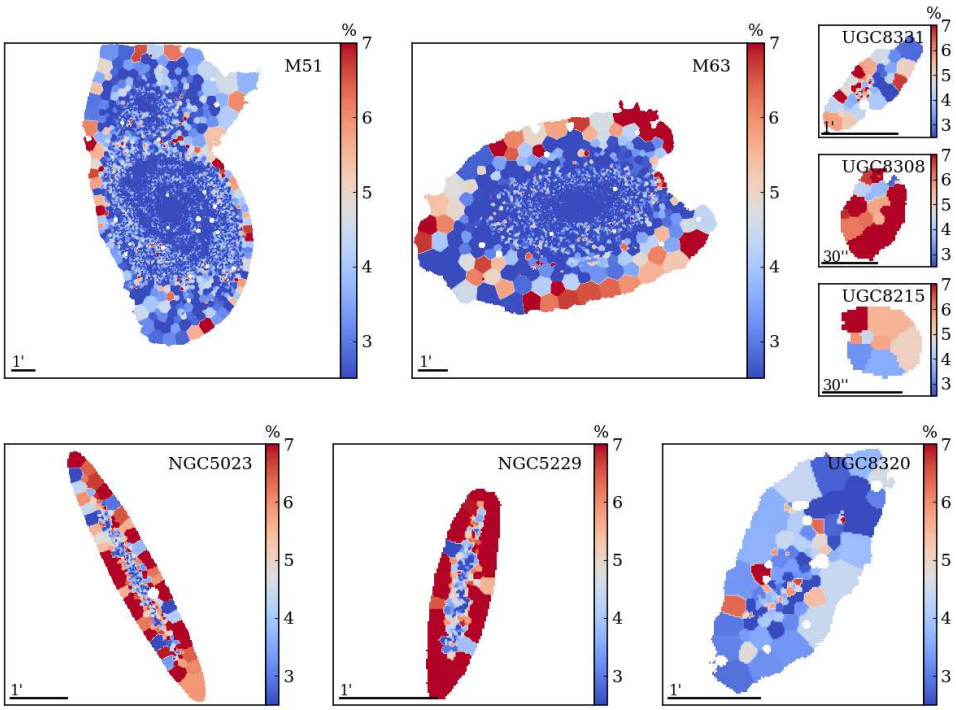


Fig. A.3. Maps of the mean relative absolute deviation between observed and model fluxes, $\overline{\Delta}$, to the M51 group. The black line represents the distance.

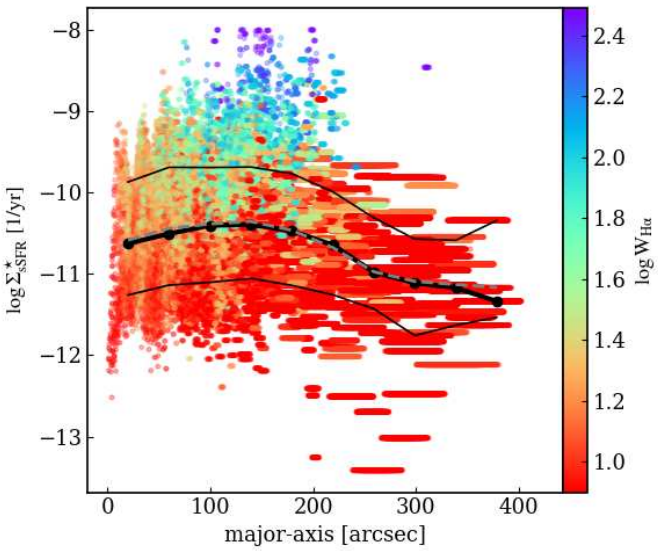


Fig. A.4. Radial profile of the specific SFR for the M63. The line with circle markers indicates the median curves for bins in the major-axis; the gray dashed line is the mean, and the black thin lines show the corresponding 16th and 84th percentile curves. The points are colored by the log $W_{\mathrm{H}\alpha}$.

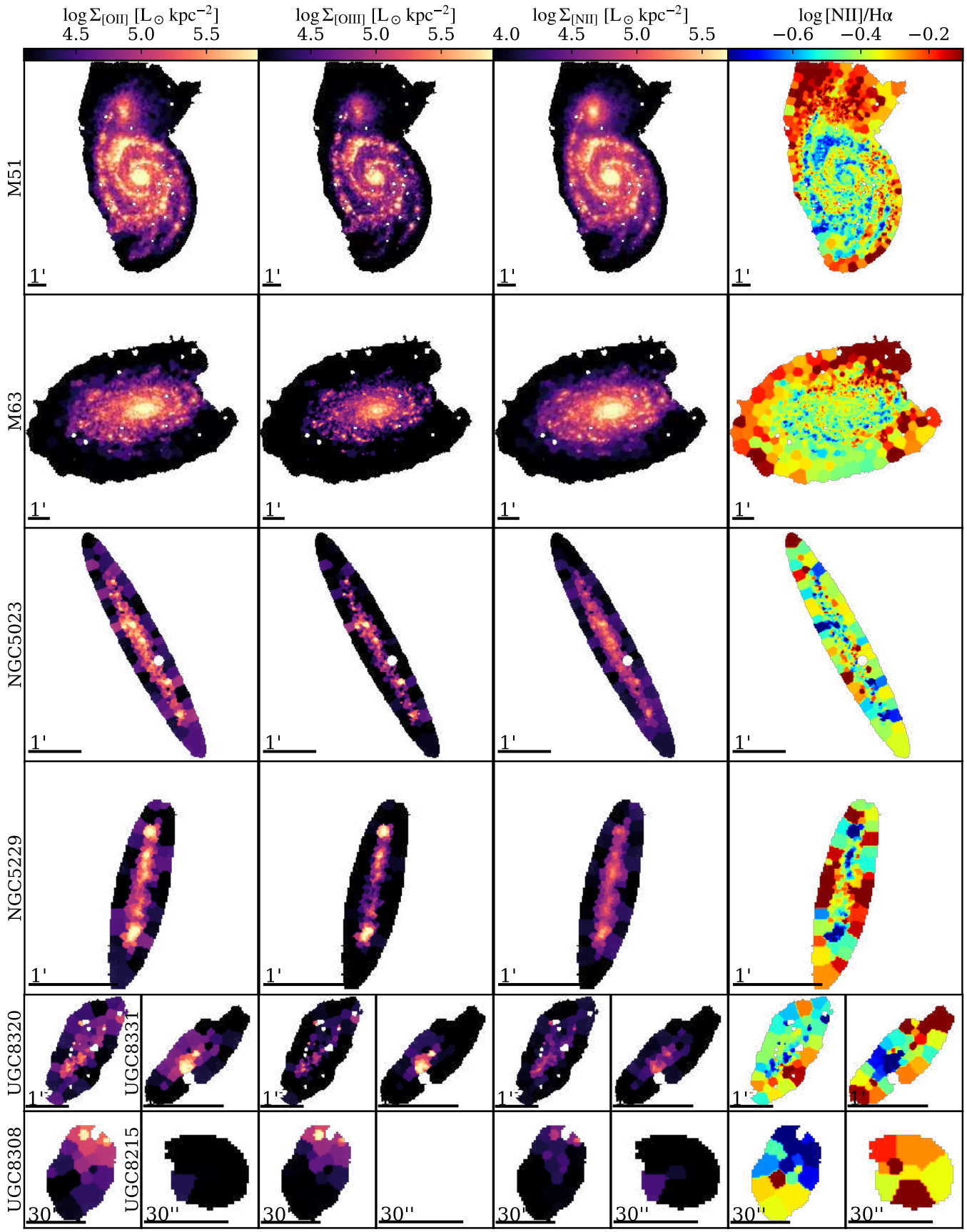


Fig. A.5. From left to right: Maps of the [O II]3727, [O III]5007, and [N II]6584 surface brightness, and the [N II]/Hα ratio.

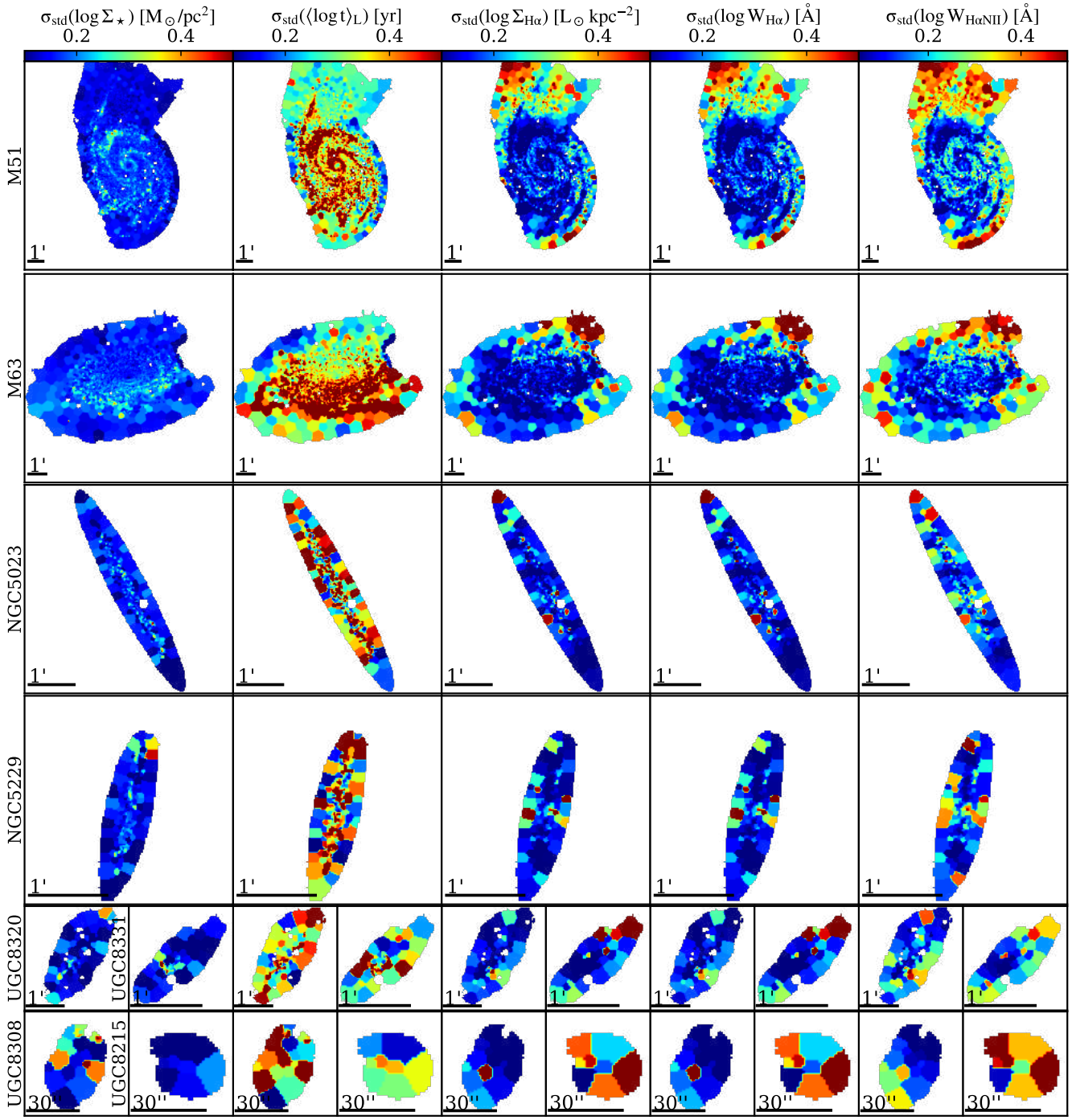


Fig. A.6. Maps of the $\sigma_{\rm std}$ dispersion among the Monte Carlo runs for $\log \Sigma_\star$, $\langle \log t \rangle_L$, $\log \Sigma_{H\alpha}$, $\log W_{\rm H\alpha}$ and the [N II]/Hα ratio.

APÊNDICE D – LISTA DE PUBLICAÇÕES

Lista de artigos publicados com autoria ou coautoria durante o doutorado.

1. THAINÁ-BATISTA, J. et al. Estimating stellar population and emission-line properties in S-PLUS galaxies. **MNRAS**, v. 526, n. 2, p. 1874–1887, dez. 2023. arXiv: 2309.02194 [astro-ph.GA]

2. THAINÁ-BATISTA, J. et al. Spatially resolved stellar populations and emission line properties in nearby galaxies with J-PLUS: I. Method and first results for the M101 group. **A&A**, v. 699, A45, a45, jul. 2025. arXiv: 2505.13167 [astro-ph.GA]

3. RODRÍGUEZ-MARTÍN, J. E. et al. The miniJPAS survey: Exploring the spatially resolved capabilities of the J-PAS survey with Py2DJPAS. **A&A**, v. 704, A52, a52, dez. 2025. arXiv: 2509.12327 [astro-ph.GA]

4. RODRÍGUEZ-MARTÍN, J. E. et al. The miniJPAS survey: Dissecting galaxy properties across environments with spatially resolved photometry. **arXiv e-prints**, arXiv:2601.08911, arxiv:2601.08911, jan. 2026. arXiv: 2601.08911 [astro-ph.GA]

5. SMITH CASTELLI, A. V. et al. The S-PLUS Fornax Project (S+FP): A first 12-band glimpse of the Fornax galaxy cluster. **MNRAS**, v. 530, n. 4, p. 3787–3811, jun. 2024. arXiv: 2403.10697 [astro-ph.GA]

6. LOPES, A. R. et al. The S-PLUS Fornax Project (S+FP): Mapping Hα+[N II] emission in 77 Fornax galaxy members reaching $\sim$4 Rvir. **A&A**, v. 699, A331, a331, jul. 2025. arXiv: 2505.16738 [astro-ph.GA]

7. HERPICH, F. R. et al. The Fourth S-PLUS Data Release: 12-filter photometry covering 3000 square degrees in the southern hemisphere. **A&A**, v. 689, A249, a249, set. 2024. arXiv: 2407.20701 [astro-ph.GA]

8. SMITH CASTELLI, A. V. et al. Photometric and Morphological Analysis of Fornax Galaxies through S-PLUS. **Boletin de la Asociacion Argentina de Astronomia La Plata Argentina**, v. 63, p. 253–255, jul. 2022. arXiv: 2203.00612 [astro-ph.CO]

9. LOPES, A. R. et al. Mapping Hα in the Fornax cluster with S-PLUS. **Boletin de la Asociacion Argentina de Astronomia La Plata Argentina**, v. 64, p. 184–186, ago. 2023