

**UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA**  
**Centro de Ciências Físicas e Matemáticas – CFM**

Fábio Rafael Herpich

**PLANO DE APOSENTADORIA GALÁCTICA:**  
**Galáxias *Early-type* do Ultravioleta ao Infravermelho**

Florianópolis (SC)

2017



Fábio Rafael Herpich

**PLANO DE APOSENTADORIA GALÁCTICA:  
Galáxias *Early-type* do Ultravioleta ao Infravermelho\***

Trabalho realizado sob orientação do Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes e co-orientação do Prof. Dr. Abílio Mateus apresentado ao Departamento de Física da UFSC em preenchimento aos requisitos da investidura ao título de Doutor em Física.

Florianópolis (SC)

2017

---

\* Trabalho financiado pelas agências de fomento FAPESC e CAPES.



Ficha de identificação da obra elaborada pelo autor,  
através do Programa de Geração Automática da Biblioteca Universitária da UFSC.

Herpich, Fábio Rafael

Plano de Aposentadoria Galáctica : Galáxias early-type  
do ultravioleta ao infravermelho / Fábio Rafael Herpich ;  
orientador, Roberto Cid Fernandes ; coorientador, Abílio  
Mateus. - Florianópolis, SC, 2017.  
149 p.

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

Inclui referências


1. Física. 2. galáxias. 3. astronomia extragaláctica. 4.  
galáxias early-type. 5. populações estelares. I. Cid  
Fernandes, Roberto. II. Mateus, Abílio. III. Universidade  
Federal de Santa Catarina. Programa de Pós-Graduação em  
Física. IV. Título.



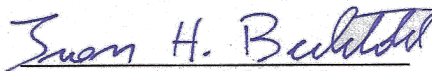
# Plano de Aposentadoria Galáctica: Galáxias Early-type do Ultravioleta ao Infravermelho

**Fábio Rafael Herpich**

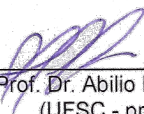
Esta Tese foi julgada adequada para a obtenção do título de **DOUTOR EM FÍSICA**, na área de concentração **Astrofísica** e aprovada em sua forma final pelo Programa de Pós-Graduação em Física.



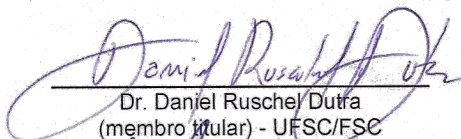
Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes Junior  
(UFSC - orientador)



Ivan Helmuth Bechtold  
(UFSC - Coordenador do Programa)



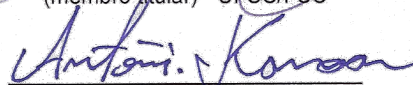
Prof. Dr. Abilio Mateus Junior  
(UFSC - presidente)



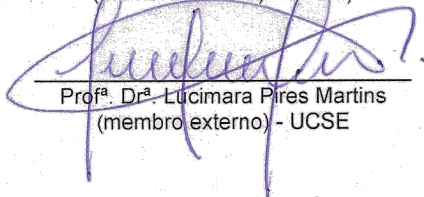
Dr. Daniel Ruschel Dutra  
(membro titular) - UFSC/FSC



Prof. Dr. Rogemar André Riffel  
(membro externo) - UFSM



Prof. Dr. Antônio Nemer Kanaan Neto  
(membro titular) - UFSC/FSC



Profª. Drª. Lucimara Pires Martins  
(membro externo) - UCSE



Dr. Guilherme dos Santos Couto  
(membro titular) - UFSC/FSC





## AGRADECIMENTOS

- Aos professores Abílio Mateus, Roberto Cid Fernandes, Natalia Vale Asari e Grazyna Stasińska pelas orientações e parceria, sem as quais certamente este trabalho não existiria;
- Ao professor Antonio Kanaan, pelos valiosos ensinamentos, tanto profissionais quanto pessoais;
- Ao professor Raymundo Baptista, pela primeira oportunidade e primeiros passos na Astronomia;
- Aos meus pais, D. Vanderli e S. Adenor, e meus irmãos Marcio, Jonas e Zuleica, pelo apoio ininterrupto em minha vontade de estudar frente às dificuldades encontradas ao longo do caminho trilhado;
- À Morgana pelo companheirismo e afeto dispensado nos momentos bons e pela paciência nos ruins;
- Aos amigos do Grupo de Astrofísica da UFSC (GAS-UFSC) Saito, Bernardo, Tiago (hoje professores) William e Lacerda pelo grande auxílio nas fases iniciais, especialmente com o “obsuro” Linux e com a programação;
- Aos amigos e colegas do GAS (ou não) que estiveram presentes de alguma forma nas atividades, dando suas opiniões ou, simplesmente, ouvindo as (muitas) reclamações;
- Aos meus caros amigos da Jamaitemática, pelas horas de descontração, parceria e ajuda na degustação dos derivados da cevada;
- A todos os amigos e pessoas que de um modo ou de outro participam ou participaram do dia a dia desta universidade.

*A todos, muito obrigado!*



*“(...) O Primeiro Orador já acabara há muito tempo de falar com o  
estudante.  
Fora, na verdade, uma exposição para si mesmo, ali, de pé diante da  
janela,  
enquanto levantava os olhos para o esplendor incrível do firmamento,  
para a imensa Galáxia que estava agora segura para sempre.”  
(Asimov, 1976, pg. 503)*



## RESUMO

O paradigma da classificação espectral de galáxias, largamente utilizado atualmente com o avanço das técnicas de síntese espectral, dos modelos de populações estelares e dos grandes levantamentos de dados, proporcionou a obtenção de uma quantidade sem precedentes de informações físicas acerca da evolução das galáxias no Universo. Neste contexto, utilizamos dados públicos de três grandes levantamentos de galáxias, cobrindo desde o ultravioleta (*Galaxy Evolution Explorer*; GALEX), passando pelo óptico (*Sloan Digital Sky Survey*; SDSS), até o infravermelho médio (*Wide-field Infrared Survey Explorer*; WISE), com o objetivo de investigar as propriedades de galáxias *early-type* classificadas com base nas linhas de emissão presentes ou ausentes em seus espectros.

Investigamos as propriedades físicas no WISE da classe de galáxias hospedeiras de região de emissão nuclear de baixa ionização (LINER), definidas por meio de diagramas de diagnóstico de linhas de emissão. Neste processo, utilizamos as classes espectrais definidas através do método que leva em consideração a largura equivalente de  $H\alpha$  e a razão  $[N II]/H\alpha$ , obtendo uma linha divisória “ideal” que separa as galáxias do Universo Local entre as que são puramente *star forming* daquelas que já estão “aposentadas” da tarefa de formar estrelas. Utilizando os indicadores morfológicos disponibilizados pelo *Galaxy Zoo*, percebemos que  $\sim 30\%$  das galáxias classificadas como aposentadas são objetos espirais, com disco extenso dominado por regiões de formação estelar. Nestes objetos, a fibra utilizada na obtenção do espectro utilizado na classificação espectral observou apenas a região do bojo dominada por populações estelares velhas. Com estes apontamentos, selecionamos uma amostra de LINERs utilizando diferentes marcadores, de forma a testar se de fato possuem núcleo ativo (AGN) quando considerado um combinado de linhas de emissão com a cor no infravermelho. Encontramos que a maior parte destas galáxias não hospedam de fato um AGN, com suas linhas de emissão sendo providas pelas populações de estrelas evoluídas de baixa massa (HOLMES).

Excluída a contribuição de AGN, investigamos as propriedades das galáxias “aposentadas”, cuja característica é a ausência de formação estelar recente quantificada pela largura equivalente de  $H\alpha$ ,  $W_{H\alpha}$ . Estes objetos pararam de formar estrelas há muito tempo e seus espectros mostram somente contribuições de estrelas velhas. São divididas em duas classes: (1) galáxias que possuem linhas de emissão fracas, com  $0,5 < W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$  (ELR); e (2) galáxias sem linhas, com  $W_{H\alpha} < 0,5 \text{ \AA}$  (LLR). Utilizando os fluxos no infravermelho médio do WISE, observamos que as ELR são mais brilhantes na banda centrada em torno de  $12 \mu\text{m}$ , associada com emissão oriunda de poeira morna. Em uma comparação com os dados obtidos com

a síntese espectral com o código STARLIGHT, percebemos que estas duas classes de galáxias aposentadas também têm atenuação ( $A_V$ ) diferente, com características similares às da emissão em  $12\ \mu\text{m}$ . Isto indica que a luz emitida pelas estrelas velhas é reprocessada por um meio difuso. Comparando galáxias similares das duas classes, não encontramos evidências de outras diferenças significativas nas propriedades de suas populações estelares, especialmente nas idades médias. Porém, análises comparativas envolvendo emissão no ultravioleta e indicadores de idade e metalicidade mostram que a metalicidade das duas classes tem uma diferença sensível, enquanto que a idade das populações estelares é sistematicamente diferente, com as ELR sendo um pouco mais jovens. Desta forma, isto implica na coexistência dos dois fenômenos: presença de gás difuso e populações estelares com idades diferentes. Neste sentido, sugerimos um cenário em que alguma formação estelar ( $SFR < 0,3 M_{\odot}\text{yr}^{-1}$ ) tenha ocorrido em um tempo entre 1 e 5 Gyr nas ELR através da adição de material frio do meio externo. Nas galáxias LLR, este fenômeno parou em um tempo muito maior ( $t > 5\ \text{Gyr}$ ), de forma que apenas são observadas as populações estelares velhas. Neste caso, nas ELRs é observada uma mistura de propriedades físicas, compostas pela parte oriunda das propriedades das estrelas velhas e pela contribuição das mais jovens. Neste cenário, a presença de um meio interestelar difuso também é compatível, uma vez que o material adquirido ainda não dissipou completamente, estando espalhado nas partes externas da galáxia.

**Palavras-chave:** galáxias; astronomia extragaláctica; galáxias *early-type*; populações estelares

## ABSTRACT

The galaxy spectral classification paradigm, largely used nowadays with the advance of the spectral synthesis techniques, the stellar population models and the large galaxy surveys, have allowed us the acquisition of a huge amount of physical properties of galaxies in the Universe. In this way, we use the data of three public surveys, covering from the ultraviolet (Galaxy Evolution Explorer; GALEX), passing through the optic (The Sloan Digital Sky Survey; SDSS), and reaching the mid-infrared (Wide-field Infrared Survey; WISE), with the aim to investigate the properties of early-type galaxies classified based on the presence or absence of emission lines in their spectra.

Initially, we investigate the mid-infrared properties of galaxies hosting a low ionization nuclear emission region (LINER), defined by emission line diagnostic diagrams. We use the spectral classes defined by the method that take into account the equivalent width of  $H\alpha$  and the  $[N II]/H\alpha$  ratio, obtaining an optimal divisor line which separate star forming galaxies from galaxies that are retired from their duty of forming stars. Selecting these galaxies using the morphological information from the Galaxy Zoo project, we realize that many of the retired galaxies have spiral morphology, with only the old bulge being observed by the SDSS fiber. We then select a sample of LINERs using different definitions to test if they are in fact hosting an active nuclei (AGN) when considering a combination of emission lines and infrared colors. We find that most of these objects are not truly AGN, but their emission lines are powered by their hot low-mass stellar populations (HOLMES).

Excluded the AGN contribution, we investigate the properties of retired galaxies, characterized by the absence of recent star formation as quantified by the equivalent width of  $H\alpha$ ,  $W_{H\alpha}$ . These objects stopped forming stars long ago and their spectra show only the contribution of old stellar populations. These galaxies are divided into two classes: (1) galaxies with weak emission lines, with  $0.5 < W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$  (ELR); and (2) galaxies without lines, with  $W_{H\alpha} < 0.5 \text{ \AA}$  (LLR). Using the mid-infrared fluxes from the WISE survey, we observe that ELR galaxies have brighter fluxes on the band centered at  $12 \mu\text{m}$ , associated with the warm dust emission. In a comparison with the data obtained from the spectral synthesis code STARLIGHT, we realize that these two classes of galaxies also have different attenuation parameter ( $A_V$ ), which resembles the dust emission at  $12 \mu\text{m}$ . This indicates that the light provided by the old stars are reprocessed by a diffuse medium. Comparing similar galaxies of both retired classes, we do not find any significant evidence of other differences in their

stellar population properties, specially on the mean stellar age. However, comparative analysis involving the ultraviolet emission and the age and metallicity indicators based on the Lick indices, shows that the metallicity and the age of their stellar populations are different. In this sense, we suggest that the most probable scenario to explain this findings is that star formation have occurred in a look-back time of 1 to 5 Gyr for the ELR, which was triggered by external cold gas accretion. For the LLR galaxies, this phenomena occurred in a longer look-back time, since we only observe the emission coming from their old stellar populations. In this case, for ELR galaxies we observe a mix of physical properties, composed by the properties of their old and intermediate age stellar populations. In this scenario, the presence of a diffuse interstellar medium is also compatible, since the extra material acquired does not have completely vanished yet, being scattered in the galaxy.

**Keywords:** galaxies; extragalactic astronomy; early-type galaxies; stellar populations



## SUMÁRIO

<b>1. INTRODUÇÃO</b> .....	<b>1</b>
1.1 O UNIVERSO GALÁCTICO .....	1
1.1.1 Paleontologia galáctica .....	3
1.1.2 Classificação de galáxias .....	6
1.2 AS GALÁXIAS NO INFRAVERMELHO .....	18
1.2.1 AGNs no IR .....	24
1.3 ESTE TRABALHO .....	33
<b>2. DADOS E AMOSTRAS</b> .....	<b>37</b>
2.1 OS <i>SURVEYS</i> .....	37
2.1.1 O SDSS .....	38
2.1.2 WISE .....	38
2.1.3 GALEX .....	41
2.2 OS CATÁLOGOS .....	42
2.2.1 O SEAGal/STARLIGHT .....	43
2.2.2 O catálogo de morfologia do <i>Galaxy Zoo</i> .....	45
2.2.3 O catálogo de grupos .....	47
2.2.4 Densidade projetada .....	48
2.3 AMOSTRA PRINCIPAL .....	48
2.4 RESUMO DO CAPÍTULO .....	49
<b>3. AS MUITAS FACES DAS GALÁXIAS TIPO LINER</b> .	<b>51</b>
3.1 AMOSTRA .....	51
3.2 A DUALIDADE NO WISE .....	52
3.2.1 A divisão SF/aposentadoria .....	52
3.3 A SELEÇÃO DAS LINERS .....	56
3.3.1 O diagrama $W2 - W3$ vs $W_{H\alpha}$ .....	57
3.3.2 A metalicidade e a emissão em $W2 - W3$ .....	60

3.4 AS GALÁXIAS TIPO LINERS E O DIAGRAMA WHAW . . .	65
3.4.1 Efeitos de abertura sobre o BPT e o WHAN . . . . .	65
3.4.2 A natureza das galáxias tipo LINER . . . . .	66
3.4.3 Efeitos de abertura e as BPT-LINER. . . . .	68
3.4.4 A contribuição desprezível do AGN para a emissão de LINERs em <i>W3</i> . . . . .	69
3.5 RESUMO DO CAPÍTULO . . . . .	71
<b>4. APOSENTADORIA GALÁCTICA . . . . .</b>	<b>75</b>
4.1 INTRODUÇÃO . . . . .	75
4.2 AMOSTRA . . . . .	77
4.3 GÊMEAS BIVITELINAS . . . . .	80
4.3.1 Relação cor-massa. . . . .	80
4.3.2 A física da passividade . . . . .	81
4.4 PAREAMENTO . . . . .	83
4.4.1 Ambiente . . . . .	89
4.5 OS MODELOS DE POPULAÇÕES DE BAIXA MASSA . . . . .	91
4.6 EFEITOS DE ABERTURA. . . . .	94
4.7 DISCUSSÃO . . . . .	95
4.8 RESUMO DO CAPÍTULO . . . . .	98
<b>5. AS GALÁXIAS APOSENTADAS E AS POPULAÇÕES ESTELARES. . . . .</b>	<b>101</b>
5.1 INTRODUÇÃO . . . . .	101
5.1.1 Os dados UV e a amostra . . . . .	103
5.2 APOSENTADORIA NO ULTRAVIOLETA . . . . .	103
5.2.1 UV <i>upturn</i> como gerador da dualidade LLR-ELR?..	106
5.3 ÍNDICES DE LICK, A METALICIDADE E A IDADE. . . . .	108
5.4 RESUMO DO CAPÍTULO . . . . .	110

<b>6. CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS</b> .....	<b>113</b>
6.1 CONCLUSÕES.....	113
6.2 PERSPECTIVAS FUTURAS .....	118
<b>A. ARTIGO: “AS MUITAS FACES DAS GALÁXIAS TIPO LINER”</b> .....	<b>137</b>



## LISTA DE FIGURAS

1.1	Amostra de espectros de galáxias e estrelas . . . . .	4
1.2	Exemplos de resíduos e produtos providos pela síntese espectral . . . . .	5
1.3	Representação da sequência morfológica de Hubble . . . . .	6
1.4	Diagrama de diagnóstico BPT: a gaiivota . . . . .	9
1.5	Diagrama de diagnóstico BPT . . . . .	10
1.6	Diagrama WHAN . . . . .	12
1.7	Evolução temporal da quantidade de fótons ionizantes com energia maior que 13,6 eV . . . . .	14
1.8	Diagramas BPT e WHAN . . . . .	17
1.9	Espectros modelos para SED de galáxias . . . . .	22
1.10	Modelos ajustados à SED de galáxias . . . . .	23
1.11	Modelos da SED de diferentes galáxias . . . . .	25
1.12	Diagrama $W_{[6,2]}^{\text{PAH}}$ versus “potência de silicato” . . . . .	27
1.13	Diagrama cor-cor para o IRAC . . . . .	29
1.14	Diagrama cor-cor do WISE . . . . .	30
1.15	Diagrama cor-cor para o <i>Spitzer</i> . . . . .	31
1.16	Diagrama cor-cor no IR para RX-AGNs . . . . .	32
1.17	Diagrama cor-cor mostrando a definição da região de AGN no IR . . . . .	33
2.1	Mapa de cobertura do céu pelo WISE e pelo SDSS . . . . .	40
2.2	Curvas de resposta das bandas do WISE . . . . .	41
2.3	Curvas de resposta relativas das bandas do WISE . . . . .	42
2.4	Mapa de cobertura do céu dos <i>surveys</i> GALEX e SDSS . . . . .	43
2.5	Curvas de resposta dos projetos GALEX, SDSS e WISE . . . . .	44
3.1	Diagramas WHAN e BPT colorido por $W2 - W3$ . . . . .	53
3.2	As classes WHAN no espaço $W2 - W3$ vs $CI$ . . . . .	54
3.3	Exemplos de LLR com cores típicas de galáxias com formação estelar . . . . .	55
3.4	O diagrama WHAW . . . . .	58
3.5	Diagrama WHAW em bins de 0,5 dex de massa estelar . . . . .	59
3.6	Diagrama BPT em bins de 0,3 dex de massa estelar . . . . .	61
3.7	Diagrama BPT em bins de 0,4 mag de $W2 - W3$ . . . . .	62
3.8	Diagrama de $W2 - W3$ como função da massa estelar . . . . .	64
3.9	As LINERs no diagrama WHAW . . . . .	67

3.10	Diagrama cor-cor $W2 - W3$ vs $W1 - W2$ para a amostra de LINERs . . . . .	70
4.1	Diagrama de diagnóstico WHAN para as galáxias de uma amostra limitada em volume . . . . .	78
4.2	Distribuição de SN das classes WHAN para a banda $W3$ . . . . .	79
4.3	Diagrama propriedade vs $\log M_*$ . . . . .	82
4.4	Diagrama propriedade física da síntese vs massa em estrelas . . . . .	84
4.5	Parâmetros utilizados no pareamento para LLR vs ELR . . . . .	85
4.6	Diagramas das propriedades do MIR em função da massa para os pares . . . . .	87
4.7	Histogramas dos parâmetros físicos dos pares LLR-ELR . . . . .	88
4.8	Medianas e quartis para os pares LLR-ELR em função do ambiente . . . . .	90
4.9	Luminosidade na banda $W3$ para as classes ELR relativa à das LLR . . . . .	92
4.10	Análise de efeitos de abertura para o infravermelho de ELR e LLR . . . . .	95
4.11	Análise de efeitos de abertura para as propriedades de ELR e LLR . . . . .	96
5.1	Diferenças no UV entre a emissão das classes LLR e ELR em função da massa em estrelas . . . . .	104
5.2	Mesmo que para a Figura 5.1 para a banda $FUV$ . . . . .	105
5.3	Diagrama cor-cor $NUV - r$ vs $FUV - NUF$ para os pares LLR-ELR . . . . .	107
5.4	Mediana da diferença $p(\text{LLR}) - p(\text{ELR})$ dos índices de Lick de $H\beta$ e $Mgb$ . . . . .	109
5.5	Mediana da diferença $p(\text{LLR}) - p(\text{ELR})$ das metalicidades e idades médias . . . . .	110
5.6	Diagramas das distribuições de $\Delta \text{Prop}_{\text{Lick}} \times \Delta \text{Prop}_{\text{SEAGal}}$ . . . . .	111

## LISTA DE TABELAS

1.1	Classificação morfológica de Hubble . . . . .	7
1.2	Classes WHAN adaptadas . . . . .	16
5.1	Lista de observáveis relativos às duas classes de galáxias aposentadas . . . . .	108





# 1 INTRODUÇÃO

Vivemos em uma era em que a busca pelo conhecimento é praticamente uma obrigação em todas as áreas. Esta necessidade vem acompanhada do desenvolvimento tecnológico exponencial, o que faz com que o ser humano ultrapasse algumas barreiras sequer imaginadas há poucas décadas. Em apenas cinco séculos, saímos da escuridão da Idade Média, em que a Terra era o centro do Universo, para ganhar os céus além dos limites do Sistema Solar. Em apenas um piscar de olhos do tempo cósmico, descobrimos a existência de outros mundos ao superarmos nossa cegueira com Galileu Galilei à surpreendente descoberta de que os Universos Ilha<sup>1</sup> eram muito mais extraordinários do que até mesmo Kant sonhara supor.

E tudo isso utilizando apenas duas ferramentas: os olhos e a imaginação. Foi o olhar para o céu, desde o indivíduo primitivo até hoje, e o imaginar o que seriam aqueles pontinhos luminosos intrigantes, que nos permitiu atingir todo o desenvolvimento tecnológico e científico que temos hoje. Para o céu, especialmente, somos quase que completamente dependentes da luz que chega até nós. À exceção de algumas rochas que caem na superfície do nosso planeta, a luz, emitida ou refletida, é a fonte de informação mais fácil de se acessar e que, para nossa fortuna, carrega quase toda a informação necessária para que possamos atingir os limites do Universo.

Neste trabalho temos por objetivos principais 1) analisar as galáxias que possuem espectro do tipo *Low-ionization Nuclear Emission Region* (LINER); e 2) investigar as diferenças entre as classes *Emission Line Retired* (ELR) e *Lineless Retired* (LLR) no contexto de suas populações estelares.

## 1.1 O UNIVERSO GALÁCTICO

E é na forma de luz que obtemos uma das mais poderosas fontes de informação acerca do Universo: o espectro eletromagnético. Assim como o é para qualquer corpo celeste, para galáxias não é diferente: seu espectro guarda informações acerca da distribuição de idades e metalicidades das estrelas constituintes, bem como do gás e da poeira que compõe o ambiente interestelar. Recuperar essa informação é crucial para o entendimento de sua formação e evolução. E é para essa finalidade que diversos grupos dedicam seus esforços na amostragem espectral com o objetivo de

---

<sup>1</sup> Kant cunhou o termo Universos Ilha em 1755.

identificar as propriedades químicas e físicas das estrelas, individuais ou em grupos, que formam uma galáxia. Por que estrelas? Sendo estas, junto do gás e poeira, as principais responsáveis pela formação e evolução destes Universos Ilha, é mister utilizá-las como indicador primário de toda a sua história. Tal qual a evolução celular conta a história do organismo que as contém, a evolução estelar rememora a história do “organismo galáctico”.

Após Whipple (1935) acenar com o cenário da obtenção da história evolutiva de galáxias através do método baseado no conceito de índice de cor, Baade (1944), aproveitando as sugestões de Lindblad (1927a,b) e Oort (1927, 1928) de que as galáxias seriam compostas por distintas populações estelares, bem como de um *blackout* ocorrido em Los Angeles<sup>2</sup>, define duas classes<sup>3</sup> de estrelas: população I e população II. As pertencentes à população I são estrelas que possuem alta metalicidade, dado que nasceram mais recentemente ( $t < 1$  Gyr) a partir de nuvens moleculares poluídas por elementos produzidos pelas estrelas precedentes, sendo geralmente gigantes azuis envoltas pelas nuvens de gás e poeira embrionárias. As estrelas de populações II são estrelas pobres em metais, tendo se formado a partir de nuvens moleculares com menor quantidade de material sintetizado em supernovas, sendo geralmente de baixa massa ( $M_{\star} \sim 1 M_{\odot}$ ) e vermelhas, residindo em um ambiente mais “limpo”. Basicamente, aglomerados abertos e discos estelares são formados e repletos de estrelas da população I, enquanto aglomerados globulares e galáxias elípticas em geral, são dominados por estrelas da população II (Binney & Merrifield, 1998).

Estudos de cor e brilho confirmaram a distinção em duas populações estelares. Isso ficou mais claro com os trabalhos independentes de Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell durante a primeira metade do século 20 com a conceitualização da amostragem de estrelas foram capazes de estimar a idade e metalicidade de estrelas, confirmando que cada tipo de agrupamento é dominado por populações diferentes. Com a sequência dos estudos destas propriedades durante os anos subsequentes, foi possível identificar muitos outros tipos de estrelas pertencentes a estas duas populações (Binney & Merrifield, 1998). Isso confirma-se durante a análise

---

<sup>2</sup> Em 27 de Fevereiro de 1942 a cidade de Los Angeles sofreu com um *blackout* proposital, ficando completamente no escuro (<http://trove.nla.gov.au/ndp/del/article/63567398>, última consulta em 22-12-2016). Walter Baade aproveitou para fazer observações no limite de luminosidade no vermelho com o telescópio de 100 polegadas do *Mount Wilson Observatory*.

<sup>3</sup> A análise dos espectros estelares mostra que, por mais pobre em metais que seja a estrela, sempre se encontra traços de elementos mais pesados que o hélio. Como estes são sintetizados apenas em supernovas, isso levou à proposição da existência de uma terceira classe: população III. Seriam as primeiras estrelas do universo e não poderiam ter estes elementos na sua atmosfera. Porém, a existência destes objetos permanece sem evidências observacionais diretas (Binney & Merrifield, 1998).

espectral de galáxias, pois, embora a classificação básica seja largamente utilizada ainda hoje, também é consenso que não existam apenas dois tipos de estrelas em uma galáxia e que, para o melhor entendimento acerca de seu funcionamento, é necessária a composição de várias populações estelares com diferentes idades e metalicidades.

A ideia de obter a síntese das propriedades de galáxias a partir dos espectros de populações estelares ganhou considerável força nas décadas posteriores ao trabalho de Baade (1944), devendo-se, principalmente, à consistência encontrada nessa descrição. Uma demonstração disso é encontrada na Figura 1.1, onde são mostrados espectros de diferentes tipos de galáxias e estrelas, ficando notável a interpretação do espectro galáctico como uma composição de espectros estelares (Worthey, 2000). Como estrelas individuais são relativamente fáceis de observar e, conseqüentemente, elaborar uma amostra com variados tipos espectrais, isso torna viável tal expedição. Em uma analogia com a paleontologia, onde os registros fósseis fornecem pistas de sua evolução histórica, pode-se dizer que este método de síntese espectral é uma forma de “paleontologia galáctica”, termo utilizado por Mateus (2006, p. 5), onde os espectros integrados das populações estelares são os indicadores fósseis da história evolutiva da galáxia.

### 1.1.1 Paleontologia galáctica

A paleontologia galáctica encontrou um cenário muito promissor nos últimos anos. Com a publicação dos dados do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS; veja Seção 2.1.1 para mais detalhes), insígnies em qualidade e quantidade, a obtenção dos parâmetros físicos das populações estelares das galáxias ganhou “adeptos” em diversos projetos desenvolvidos pela comunidade astronômica e é neste contexto que Cid Fernandes et al. (2005b) apresentam o código de síntese espectral STARLIGHT<sup>4</sup> (ver Seção 2.2.1 para a metodologia utilizada na síntese).

O código ajusta os modelos aos espectros observados, utilizando combinações lineares simples entre os espectros modelo de populações estelares, recuperando dados de massa estelar ( $M_*$ ), idade ( $t_*$ ), metalicidade ( $Z_*$ ), profundidade óptica da poeira  $\tau$ , dispersão de velocidades estelares  $\sigma_*$  e a história de formação estelar das galáxias. Com os espectros das quase 1 milhão de galáxias disponibilizados pelo SDSS no seu *Data Release 7* (SDSS-DR7) e os espectros de populações estelares simples previstos pelos modelos de síntese evolutiva de Bruzual & Charlot (2003), os dados foram analisados pelo Grupo de Astrofísica da UFSC (GAS-UFSC) e colaboradores. A Figura 1.2 mostra um exemplo de ajuste espectral para

---

<sup>4</sup> <http://starlight.ufsc.br>

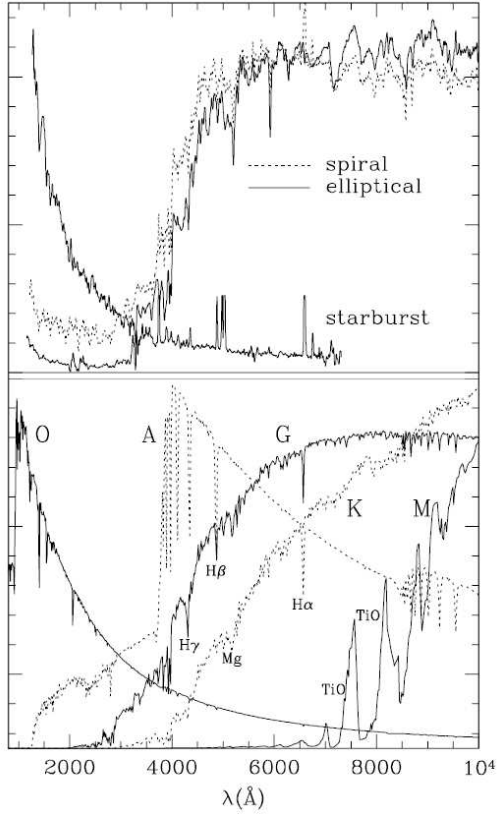
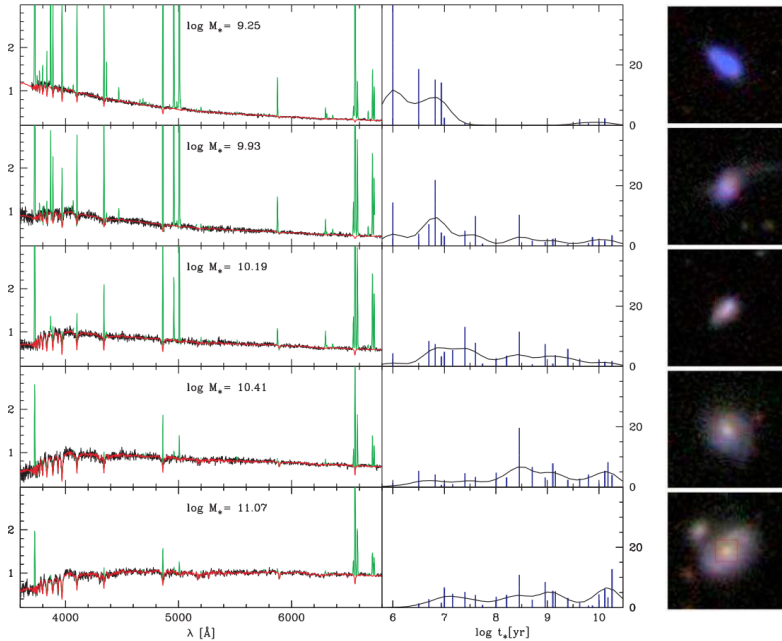


Fig. 1.1: Amostra de espectros *template* de galáxias (painel superior) e de estrelas de diferentes tipos espectrais (painel inferior). Figura de Worthey (2000).

cinco galáxias usando o STARLIGHT, bem como as proporções cabidas a cada população estelar utilizada e as imagens da galáxia correspondente, também obtidas pelo SDSS (e.g. Asari et al., 2007).



*Fig. 1.2:* Exemplos de resíduos e produtos providos pela síntese espectral de cinco galáxias SF usando o STARLIGHT. Os painéis da esquerda mostram os espectros do SDSS-DR7 observados (linha preta) e os ajustes (linha vermelha), ambos normalizados em  $\lambda_0 = 4020 \text{ \AA}$ , e as linhas de emissão, não utilizadas no ajuste (linha verde). Os painéis do centro representam a fração de luz total em  $\lambda_0$  de cada uma das populações estelares utilizadas no ajuste. Nos painéis da direita são mostradas as imagens compostas do SDSS das galáxias correspondentes aos espectros. Figura de Asari et al. (2007, Fig. 1).

Desta análise foi extraída uma série de propriedades físicas para as galáxias, bem como as linhas de emissão resultantes do espectro residual obtido após a extração do modelado do observado, podendo ser utilizadas para a classificação espectral das galáxias com base nos modelos de fotoionização.

### 1.1.2 Classificação de galáxias

A luz observada de uma galáxia é proveniente das estrelas, do gás e da poeira que a compõe. É através dela que obtemos as propriedades galácticas e, como o ser humano faz desde os primórdios da sua existência, fazemos “coleções”. Neste processo, grupos de galáxias com propriedades distintas são postos em “caixas”, cada qual com uma denominação que melhor represente as características físicas de determinada amostra. Entre as várias propriedades, há as espectrais, que são mais aptas a mostrar detalhes das características físicas dos constituintes internos, enquanto outros, como a morfologia, podem contar detalhes acerca das características globais.

Desde o trabalho pioneiro de Hubble & Rosseland (1936) que as galáxias são agrupadas em classes morfológicas distintas. São quatro grandes classes: galáxias elípticas, galáxias espirais, galáxias lenticulares ou S0 e galáxias irregulares, conhecida como sequência de Hubble, cujo agrupamento é mostrado pela Figura 1.3 na forma do, assim denominado, “Diapasão de Hubble”. As elípticas e lenticulares também são referidas como galáxias *early-type*, enquanto espirais e irregulares como *late-type*, sendo esta notação posteriormente associada à fase sequência evolutiva das galáxias baseada na morfologia (Mo et al., 2010). A sequência de Hubble é largamente utilizada desde sua implementação e foi por vezes complementada (e.g. de Vaucouleurs, 1974), enquanto outras foram criadas (ver Mo et al., 2010, p. 39). A Tabela 1.1 lista os quatro tipos e seus subtipos, enquanto a Figura 1.3 mostra a representação da sequência morfológica de Hubble.

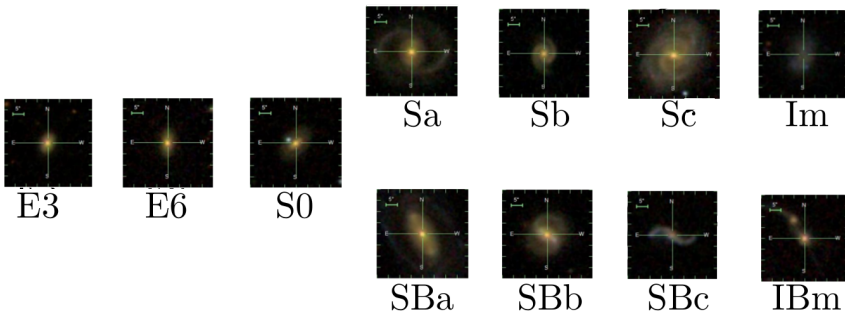


Fig. 1.3: Representação artística da sequência morfológica de Hubble para galáxias, ou “Diapasão de Hubble”, baseada na Fig. 1 de Abraham (1998) utilizando as imagens do *Sloan Digital Sky Survey*.

Tab. 1.1: Classificação morfológica de Hubble.

Classe	Características (Mo et al., 2010, p. 39)
Elíptica	Galáxias com perfil elipsoidal, subdivididas nos grupos E0, . . . , E7. O inteiro da denominação é o valor mais próximo de $10(1 - b/a)$ , sendo $a$ e $b$ correspondentes ao tamanho dos semieixos maior e menor, respectivamente.
Espirais	Galáxias que possuem braços espirais. São divididas em duas subclasses: espirais normais e barradas. Ainda, cada subclasse é dividida nos tipos $a$ (fração da luz centrada no bojo central), $b$ (compressão dos braços espirais) e $c$ (grau com que os braços espirais são compostos por estrelas, regiões H II e trilhas ordenadas de poeira). Os critérios que definem estes subtipos estão fortemente correlacionados: espirais com bojo pronunciado comumente possuem braços espirais comprimidos e regiões H II fracas, sendo classificadas como Sa. Já galáxias com extensos braços espirais normalmente possuem bojo pequenos e brilhantes regiões H II, denominadas Sc.
Lenticulares ou S0	É uma classe considerada intermediária, entre espirais e elípticas, que à semelhança destas, tem bojo pronunciado e sem braços espirais ou regiões H II, e àquelas, possuem bojo e disco espessos com o brilho do bojo dominando o do disco. Elas também podem ter barra central, recebendo a denominação SB0.
Irregulares	Esta classe não foi originalmente incluída por Hubble em sua classificação. Atualmente são comumente consideradas como uma extensão das galáxias espirais. Essas não possuem nem bojo nem disco ou qualquer simetria, com algumas poucas regiões H II dominantes.

Este é apenas um exemplo de como organizamos nossas coleções, havendo muitos outros. Enquanto o projeto *Galaxy Zoo* (ver Seção 2.2.2) baseia-se na forma da galáxia para realizar sua classificação, existem muitas outras propriedades físicas que servem de base para separação semelhante, como brilho total, brilho superficial, taxa de formação estelar e presença de núcleo ativo. É na exploração destas possibilidades que se apoia o STARLIGHT, aproveitando-se das informações úteis providas pelas linhas espectrais e que não podem ser obtidas a partir das imagens, seja fotométrica ou morfológicamente. A presença de linhas de emissão é de grande valia, pois além da medida de *redshift*, permite a obtenção de estimativas acerca da formação estelar, metalicidade e opacidade do meio interestelar relacionadas à fonte de radiação ionizante que produz as linhas.

Utilizando essa marcante característica espectral, uma nova “coleção” é criada, na qual existem dois ramos principais. De um lado estão as galáxias com formação estelar intensa (SF, de *Star Formation*), dominadas por linhas e bandas de emissão de gás e poeira interestelar devido às estrelas grandes e quentes dos tipos O e B. De outro, ficam as galáxias com regiões centrais emissoras, ou galáxias com núcleo ativo (AGN, de *Active Galactic Nuclei*).

No primeiro ramo encontram-se as galáxias espirais, cujos braços possuem grandes e múltiplas regiões com produção estelar (Morgan, 1958; Sérsic & Pastoriza, 1967; Sérsic, 1967), e galáxias irregulares ou anãs, com extensas regiões H II produzindo surtos de formação estelar. Entre estas estão algumas das galáxias mais luminosas já observadas (para uma revisão completa, veja Kennicutt, 1998). É de longo tempo que se sabe que regiões H II podem ser classificadas a partir da razão das intensidades das linhas de emissão  $[O III]\lambda 5007/[H\beta]$  e/ou  $[O II]\lambda\lambda 3726,3729/[O III]\lambda 5007$  (Searle, 1971; Smith, 1975; Alloin et al., 1978). Baldwin, Phillips, & Terlevich (1981) sugerem a utilização destas e de outras linhas de emissão para efetuar uma classificação mais quantitativa. Conhecido como diagrama de diagnóstico BPT, tornou-se o mais popular método de classificação galáctica por linhas de emissão, sendo largamente utilizado nas últimas três décadas.

É nesta perspectiva que Cid Fernandes et al. (2005b) propõe o código de síntese espectral STARLIGHT, com o qual calculam as propriedades físicas do contínuo do espectro das galáxias do SDSS. Após a extração do contínuo do modelado, são obtidas as medidas das intensidades das linhas sugeridas por Veilleux & Osterbrock (1987),  $[O II]\lambda\lambda 3726,3729$ ,  $[O III]\lambda 4363$ ,  $H\beta$ ,  $[O III]\lambda\lambda 4959,5007$ ,  $[O I]\lambda 6300$ ,  $[N II]\lambda 6548$ ,  $H\alpha$ ,  $[N II]\lambda 6548$  e  $[S II]\lambda\lambda 6717$ ,



6731. Plotando as intensidades de  $[\text{O III}]/\text{H}\beta$  versus  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ <sup>5</sup>, encontram o diagrama BPT, que tem a capacidade de identificar galáxias SF das hospedeiras de AGN. A Figura 1.4 mostra o diagrama BPT para uma amostra de galáxias do SDSS e uma comparação ilustrativa com o perfil de uma gaivota.

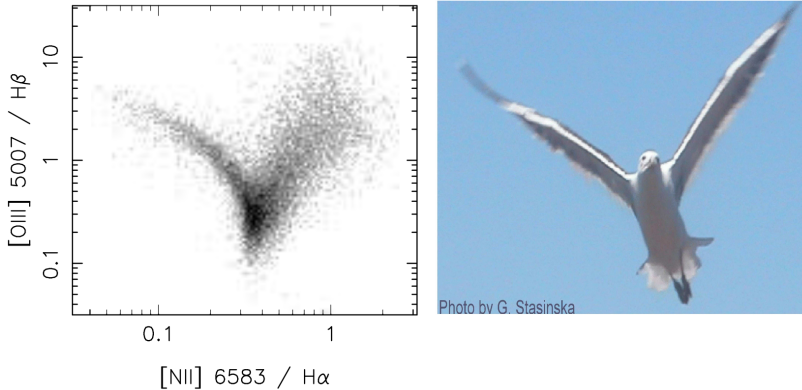


Fig. 1.4: Esquerda: Diagrama de diagnóstico BPT, onde galáxias SF correspondem à asa esquerda do diagrama, enquanto as AGN ocupam a direita. Direita: Imagem de uma gaivota em voo que dá origem à nomenclatura “asa” para os dois ramos do diagrama BPT. Figura de Stasińska (2007, Fig. 1.4).

A asa direita do diagrama BPT é populada por galáxias às quais em geral se atribui a presença de um AGN, que seria o responsável pela fotoionização do meio circundante e sua emissão é dominada por emissão não térmica. Este grupo é dividido em duas classes de objetos, com o primeiro sendo dominado por linhas de emissão largas (Seyfert; Filippenko & Sargent, 1985) e o segundo por linhas de baixa ionização. A estes objetos denominamos *Low-ionization Nuclear Emission Region* (LINER; Heckman, 1980; Ho et al., 1995, 1997).

A identificação da asa de AGNs e a separação observável entre os dois ramos somente é possível graças aos dados fornecidos pelo SDSS. O campo de radiação gerador das linhas do AGN é necessariamente mais “duro” (mais ionizante) que o estelar. Kauffmann et al. (2003) propõem curvas empíricas para distinguir objetos com formação estelar daqueles que contêm emissão de AGN, enquanto Kewley et al. (2001) e Stasińska et al.

<sup>5</sup> Aqui a notação  $[\text{O III}]$  corresponde a  $[\text{O II}]\lambda 5007 \text{ \AA}$  e  $[\text{N II}]$  a  $[\text{N II}]\lambda 6584$ . Assim procederemos em todo o trabalho.

(2006) o fazem utilizando os modelos de fotoionização, fisicamente mais relevantes. As três curvas são mostradas pela Figura 1.5. Na comparação com modelos de fotoionização, entende-se que as galáxias que estão posicionadas à direita da linha de Stasińska et al. (2006) não podem conter apenas estrelas jovens como fonte de ionização, requerendo um meio ionizante adicional para que fosse possível explicar as razões das linhas de emissão.

Utilizando as razões  $[S\ II]\lambda\lambda 6716,6731/H\alpha$  e  $[O\ I]\lambda 6300/H\alpha$  e baseados na série de três artigos *The Stellar Populations of Low-Luminosity Active Galactic Nuclei*<sup>6</sup>, Kewley et al. (2006) propõem um meio de classificação que é capaz de separar com bom grau de confiabilidade os dois grupos de AGNs, bem como identificar galáxias compostas pelos dois mecanismos: emissão por AGN e formação estelar. Estes dois grupos de AGN estão identificados na asa direita do diagrama BPT da Figura 1.5.

A classificação através da intensidade das linhas de emissão, é um meio excelente para se distinguir o grupo de SF das AGNs. Porém, como os critérios impostos e largamente utilizados (e.g. Kauffmann et al., 2003; Brinchmann et al., 2004; Li et al., 2006, bem como na série de artigos da colaboração SEAGal apresentada na Seção 2.2.1), necessitam de relação sinal ruído  $SN > 3$  para as quatro linhas, uma grande porção (cerca de 1/3) das galáxias com linhas de emissão do SDSS não é considerada, uma vez que uma ou mais linhas não possuem a qualidade requerida (e.g. Cid Fernandes et al., 2010, a partir daqui CF10). No método de Kewley et al. (2006), este fator é ainda mais dramático, já que exige que ao menos sete linhas ( $[O\ III]$ ,  $[O\ II]$ ,  $[O\ I]$ ,  $[N\ II]$ ,  $[S\ II]$ ,  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ) satisfaçam à condição  $SN_\lambda > 3$ .

É com isso em mente que Cid Fernandes et al. (2010) propõe um método alternativo de classificação galáctica com vistas à inclusão de galáxias com linhas fracas. O objetivo destes autores consiste em utilizar as medidas de apenas duas linhas,  $[N\ II]$  e  $H\alpha$ , geralmente mais proeminentes nos espectros galácticos, contra a largura equivalente  $H\alpha$  ( $W_{H\alpha}$ ) em um novo tipo de diagrama, o Diagrama WHAN (abreviação de  $W_{H\alpha}$  e  $[N\ II]$ ; Cid Fernandes et al., 2011, a partir daqui CF11). A separação entre classes distintas de galáxias é feita mediante a transposição das relações propostas por Stasińska et al. (2006) e Kewley et al. (2006). Este diagrama é mostrado na Figura 1.6, bem como as linhas correspondentes à transposição otimizada das relações de classificação espectral. O diagrama ainda mos-

---

<sup>6</sup> Cid Fernandes et al. (2004), González Delgado et al. (2004) e Cid Fernandes et al. (2005a), demonstram que estrelas, mesmo grandes e massivas, contribuem pouco para algumas linhas de emissão específicas, tornando possível uma abordagem mais incisiva na análise de AGNs.

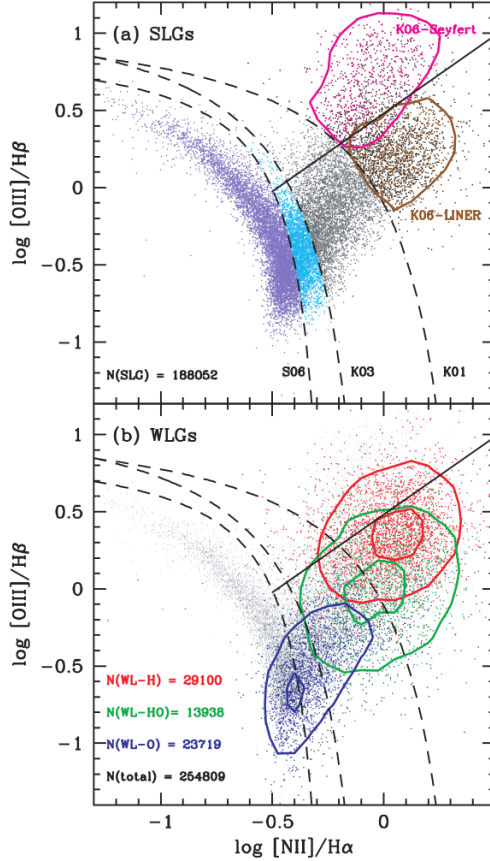


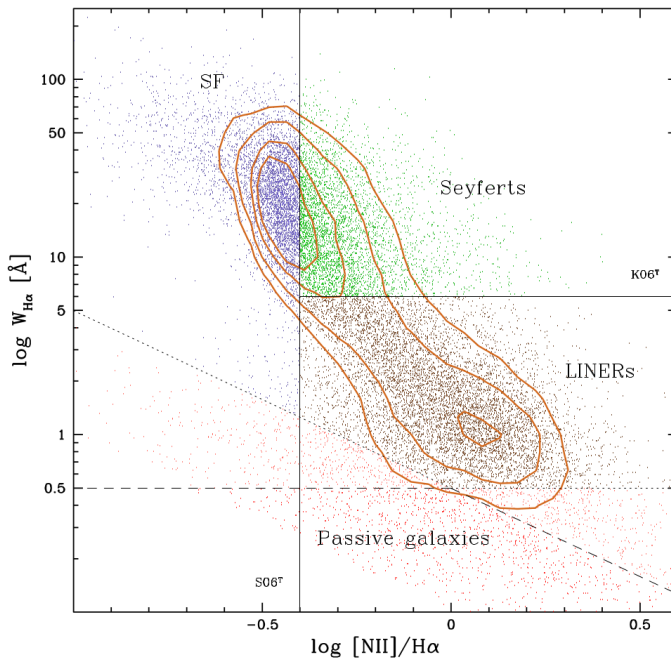
Fig. 1.5: (a) Diagrama BPT para galáxias com linhas fortes. As linhas tracejadas representam as divisões SF/AGN de Stasińska et al. (2006), Kauffmann et al. (2003) e Kewley et al. (2001), na imagem referidas por S06, K03 e K01, respectivamente. Os dois grupos de AGN, Seyfert e LINER propostos por Kewley et al. (2006) estão identificados pelos contornos marrom e magenta. A linha reta separando os dois grupos de AGN é proposta por Cid Fernandes et al. (2010). (b) Diagrama BPT para galáxias com linhas fracas, para as quais pelo menos uma das linhas  $H\beta$  ou  $[O III]$  tem  $SN_{\lambda} < 3$ . Contornos vermelho, verde e azul marcam, respectivamente, galáxias com  $SN_{H\beta} < 3$  e  $SN_{[O III]} \geq 3$ ,  $SN_{H\beta}$  e  $SN_{[O III]} < 3$  e  $SN_{H\beta} \geq 3$  e  $SN_{[O III]} < 3$ . Figura de Cid Fernandes et al. (2010, Fig. 3).

tra a linha que demarca o limite  $W_{\text{H}\alpha} = 0,5 \text{ \AA}$  e  $W_{[\text{N II}]} = 0,5 \text{ \AA}$ , abaixo da qual as medidas destas duas linhas espectrais são fracas, sendo ignoradas no diagrama BPT.

Classificar galáxias através do diagrama BPT é eficiente para separar os dois grandes grupos de galáxias com espectros característicos de SF e de AGN (asas direita e esquerda, respectivamente). Ainda, permite a identificação da subdivisão do segundo grupo em Seyferts e LINERs. Porém, somente o fato de assentarem-se à direita do diagrama não garante que realmente tenham um AGN, sendo que, em muitos casos, os modelos de geometria e distribuição de gás mostram que as emissões observadas não são compatíveis com a iluminação por um núcleo ativo (Capetti & Baldi, 2011; Bigiel & Blitz, 2012). Além disso, observações espacialmente resolvidas encontraram evidências de emissão tipo LINER proveniente de regiões extra nucleares, sugerindo que populações estelares sejam responsáveis por este tipo de emissão em pelo menos uma fração delas (Sarzi et al., 2010; Yan & Blanton, 2012; Singh et al., 2013; Belfiore et al., 2015; Penny et al., 2015).

Por conta destas incongruências, surge a necessidade de novos mecanismos que possam explicar os níveis de ionização em espectros tipo LINER. Galáxias que pararam a produção estelar podem prover um campo de radiação ionizante suficientemente intenso para gerar os valores de  $W_{\text{H}\alpha}$  observados através de estrelas evoluídas passados 5000 anos após a fase de AGB, quando a maior parte dos fótons ionizantes emitidos pelo núcleo escapa do envelope da nebulosa planetária (e.g. Trinchieri & di Serego Alighieri, 1991; Binette et al., 1994; Sodré & Stasińska, 1999; Stasińska et al., 2008). Ainda, estas galáxias podem ser *post-starbursts*, cujo campo de radiação é alimentado por estrelas centrais de nebulosas planetárias (Taniguchi et al., 2000), ou até mesmo conterem bolsões de formação estelar espalhadas pela galáxia, induzidas por pequenas fusões ou adição de gás frio (e.g. Gomes et al., 2016a).

Estrelas evoluídas de baixa massa (*Hot Low-mass Evolved Stars*; HOLMES), com  $0,5 < M_*/M_\odot < 5$  assumem o protagonismo na emissão de radiação ionizante em uma população estelar após  $6 \times 10^7$  anos desde o final do evento de formação estelar, quando eram as estrelas jovens e massivas os principais emissores. A energia provida pelas HOLMES decairá muito lentamente durante os  $10^{10}$  anos é suficiente para ionizar o gás do meio interestelar (ISM, de *Interstellar Medium*), com um nível médio de  $10^{-5}$  vezes o máximo fornecido pelas estrelas jovens. A Figura 1.7 mostra a evolução temporal da quantidade de fótons ionizantes com energia maior que 13,6 eV. Populações deste tipo de estrelas são capazes de causar a emissão observada em algumas galáxias *early-type*, cuja ideia já foi utilizada



*Fig. 1.6:* Diagrama WHAN, usado para estabelecer as classes de galáxias com linhas de emissão. A linha designada por  $S06^T$  representa a transposição da separatriz de Stasińska et al. (2006). A linha em  $W_{H\alpha} = 6 \text{ \AA}$ , denominada por  $K06^T$ , representa a separatriz transposta Seyfert/LINER de Cid Fernandes et al. (2010). A linha pontilhada marca os limites  $W_{H\alpha} = 0,5 \text{ \AA}$  e  $W_{[NII]} = 0,5 \text{ \AA}$ , abaixo dos quais as medidas das linhas espectrais são incertas. A linha tracejada representa o limite para  $W_{H\alpha}$  e  $W_{[NII]} < 0,5 \text{ \AA}$ , abaixo do qual os objetos podem ser considerados sem linhas de emissão. Figura de Cid Fernandes et al. (2011, Fig. 1).

para explicar os espectros de galáxias elípticas (e.g. Bland-Hawthorn et al., 1991; Sokolowski & Bland-Hawthorn, 1991; Binette et al., 1994; Macchetto et al., 1996; Caon et al., 2000; Goudfrooij, 1997, 1999). Porém, somente mais recentemente modelos desta fase de evolução estelar vieram à tona e esta proposta ganhou força com estudos de galáxias próximas, especialmente com a disponibilidade da poderosa “mina” de dados do SDSS (e.g. Stasińska et al., 2008; Schawinski et al., 2010; Cardamone et al., 2010; Masters et al., 2010; Kaviraj, 2010; Sarzi et al., 2010; Eracleous et al., 2010). Stasińska et al. (2008) ainda argumentam que uma grande parte das LINERs podem ser galáxias aposentadas (*retired galaxies* ou RGs), cujo espectro de emissão é explicado apenas pela presença de HOLMES. Essas galáxias não possuem formação estelar e são predominantemente formadas por populações estelares velhas, com taxa de formação estelar virtualmente nula. Assim, nasce uma nova classe de galáxias, emergindo junto com ela a necessidade de um método de classificação espectral que seja suficiente para “pinçar” as RGs das que realmente possuam núcleo ativo entre todas as consideradas LINERs.

Dentro do grupo das RGs, há ainda outro tipo que em geral é desprezado na classificação espectral. São os objetos em cujos espectros a detecção das linhas de emissão é espúria e que, em geral, são completamente ignoradas pelo diagrama BPT. Estas galáxias são comumente denominadas passivas (*passive galaxies*; e.g. Miller et al., 2003). Vale notar que o termo “passivo” não possui qualquer conotação evolucionária como o nome pode sugerir e nem mesmo representa adequadamente esta classe de objetos. Como mostrado por Stasińska et al. (2008), elas não são de fato passivas, pois suas populações de HOLMES continuam gerando um campo radiativo que, embora fraco, contradiz a definição do termo (*passivo: 1 Que não atua ou reage*; Aulete 2012). Por este motivo, a partir daqui utilizaremos a denominação aposentada sem linhas de emissão (*lineless retired*; LLR).

CF11 definem como LLR todas as galáxias que possuem largura equivalente de  $H\alpha$  menor que  $0,5 \text{ \AA}$ , pois, sendo a linha de emissão óptica mais intensa, as outras são ainda mais fracas (Brinchmann et al., 2004; Cid Fernandes et al., 2010). No entanto, de acordo com o conceito de RGs, galáxias sem linhas de emissão não deveriam existir, pois HOLMES dispõe de um campo ionizante suficientemente forte para que algumas linhas possam ser observadas. O fato de serem encontradas pode ser um efeito de detectabilidade ou, como questionado por CF11, um efeito dos fótons ionizantes sendo processados pelo gás presente no meio interestelar (ISM). A maior parte da literatura utiliza a relação sinal-ruído como definição dos limites para classificação espectral de galáxias (e.g. Miller et al., 2003; Brinchmann et al., 2004; Mateus et al., 2006). Neste ponto, o uso de  $W_\lambda$  é

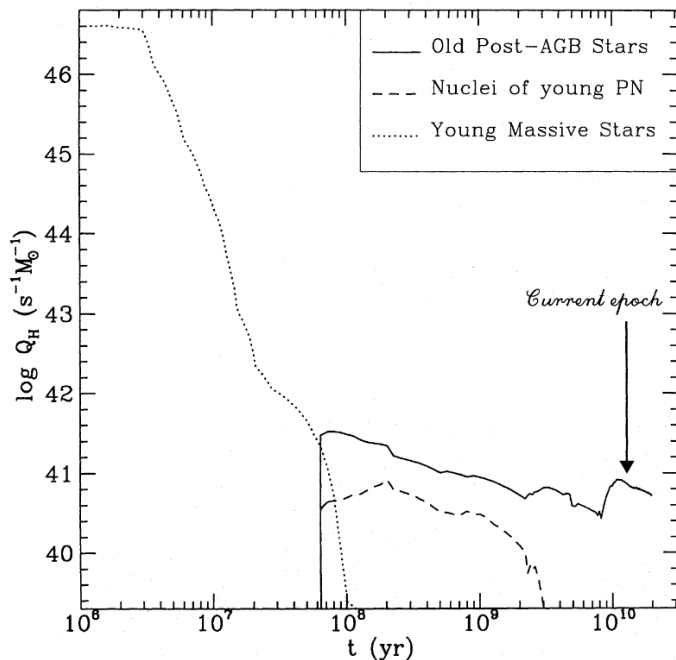


Fig. 1.7: Evolução temporal da quantidade de fótons ionizantes ( $Q_H$ ) com energia maior que 13,6 eV produzidos por diferentes conjuntos de estrelas em um estágio de evolução diferentes. A linha pontilhada representa estrelas jovens e massivas, que dominam a emissão da radiação ionizante nos primeiros 100 milhões de anos após a ocorrência de um surto de formação estelar. A linha tracejada representa a produção de  $Q_H$  por nebulosas planetárias durante o período de 5000 anos em que a jovem planetária está próximo ao núcleo. A linha contínua representa a contribuição de todas as pós-AGB mais velhas que 5000 anos, quando os campos de radiação individuais se combinam, formando um campo ionizante difuso. Fig. 1 de Binette et al. (1994).

Tab. 1.2: Classes WHAN de CF11 adaptadas.

Classe	Propriedades espectrais	Características
SF	$\log [N II]/H\alpha < -0,4$ e $W_{H\alpha} > 3 \text{ \AA}$	Galáxias com formação estelar pura.
sAGN	$\log [N II]/H\alpha > -0,4$ e $W_{H\alpha} > 6 \text{ \AA}$	AGNs fortes.
wAGN	$\log [N II]/H\alpha > -0,4$ e $3 < W_{H\alpha} < 6 \text{ \AA}$	AGNs fracos.
ELR	$0,5 < W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$	Aposentadas com linhas de emissão (falsos AGN).
LLR	$W_{H\alpha} < 0,5 \text{ \AA}$	Aposentadas sem linhas de emissão.

mais apropriado, pois é mais dependente das propriedades físicas e menos da qualidade dos dados, sendo uma medida astrofísica mais significativa.

Outra possibilidade que deve ser considerada é a existência de um núcleo ativo muito obscurecido pela poeira do material circundante, de tal forma que a emissão no óptico seja suprimida ao ponto de as linhas de emissão do gás ionizado serem marginalmente visíveis (e.g. Nenkova et al., 2002). Porém, neste caso, a emissão no infravermelho (IR) será muito intensa (e.g. Lacy et al., 2004; Mateos et al., 2013).

Com base no método WHAN, CF11 propõe uma denominação alternativa para as classes de galáxias de modo a evitar confusão. As galáxias à esquerda da separatriz de Stasińska et al. (2006) no diagrama BPT, com  $W_{H\alpha} > 3 \text{ \AA}$  e compostas exclusivamente por estrelas jovens e massivas, podendo ser chamadas de “SFs puros” (galáxias com formação estelar pura) compõe a classe SF. Galáxias à direita desta linha e que possuam  $W_{H\alpha} > 6 \text{ \AA}$  (Seyferts), são AGNs com linhas fortes ou “*strong* AGNs” (sAGNs), enquanto aquelas com  $3 < W_{H\alpha} < 6 \text{ \AA}$ , são AGNs com linhas fracas ou “*weak* AGNs” (wAGNs). RGs são todas as galáxias com  $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$  e que por vezes são classificadas como LINERs. Porém, como vimos, não necessariamente têm um núcleo suficientemente ativo e a ionização é proporcionada por populações de estrelas velhas, i.e. falsos AGNs.

Dentro do grupo das RGs, é possível definir outras duas classes: 1) as que possuem linhas, com  $0,5 < W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$  e às quais chamaremos aposentadas com linhas de emissão (*emission line retired*; ELR); e 2) as que não possuem linhas de fato, com  $W_{H\alpha} < 0,5 \text{ \AA}$  (LLR). Assim, ficamos com cinco classes espectrais definidas pelo WHAN, sendo SF e sAGN dadas pelas transposições otimizadas da literatura e as wAGN, ELR e LLR definidas por CF11. Denominarêmo-las classes WHAN, cujas definições são listadas de forma resumida pela Tabela 1.2.



A Figura 1.8 mostra o diagrama BPT para a Amostra Principal de Galáxias (MGS) do SDSS-DR7 (ver Seção 2.1.1), juntamente com o WHAN revisado, mostrando as cinco classes listadas na Tabela 1.2. No diagrama WHAN, a exemplo da Figura 1.6, a linha vertical em  $[N II]/H\alpha = -0,4$  é a transposição de Stasińska et al. (2006) e a linha horizontal em  $W_{H\alpha} = 6 \text{ \AA}$ , a transposição da separatriz Seyfert/LINER de Cid Fernandes et al. (2010). As outras três classes de galáxias mostradas seguem as respectivas definições listadas na Tabela 1.2. É notável que para galáxias em que  $W_{H\alpha}$  é menor que  $3 \text{ \AA}$ , a razão  $\log N II/H\alpha$  é tipicamente maior. Esta é uma consequência do tipo do espectro produzido pelas HOLMES, quando a luminosidade de  $N II$  é maior que a de  $H\alpha$  (Binette et al., 1994).

Embora abrangentes, os métodos propostos para explicar as emissões tipo LINER (wAGNs e RGs) não são completamente conclusivos, pois falta resolução espacial ou espectral (e.g. Cid Fernandes et al., 2011; Sarzi et al., 2010; Yan & Blanton, 2012). Em mais uma tentativa de solucionar este problema, Singh et al. (2013) utilizam os excelentes dados disponibilizados pelo projeto *Calar Alto Legacy Integral Field Area*<sup>7</sup> (CALIFA; Sánchez et al., 2012; Husemann et al., 2013a), que oferecem um considerável número de galáxias com emissão tipo LINER com boa resolução espacial e espectral (e.g. Sánchez et al., 2012; Kehrig et al., 2012; Husemann et al., 2013b). Singh et al. (2013) argumentam que muitas das galáxias tipo LINER não possuem reservatórios de gás grandes o suficiente alimentando o buraco negro supermassivo central para prover a emissão observada, de forma que os métodos de diagnóstico para LINER não fornecem um bom indicativo da presença de AGN. Ainda, objetos a distâncias diferentes sofrem com efeitos de abertura, o que causa uma mistura da emissão do núcleo com a de regiões em raios mais externos. Além do mais, galáxias sem formação estelar significativa e com uma porção significativa de estrelas pós-AGB podem fornecer uma assinatura espectral muito semelhante à emissão tipo LINER (Papaderos et al., 2013). Estas novas interpretações da assinatura espectral tipo LINER têm uma consequência muito importante: confirmando-se, fará com que o grupo de AGNs reduza significativamente com a extração dos objetos selecionados pelos critérios de RGs, tornando-o menor e mais simples (Singh et al., 2013).

Já Yan & Blanton (2012) mostram enfaticamente que para muitas galáxias tipo LINER a fonte ionizante não é um núcleo ativo central, sendo muito mais extensa. Os autores também argumentam que, embora possam reproduzir o espectro de emissão tipo LINER, populações pós-AGB e ondas de choque não são capazes de explicar o espectro observado. Aquelas precisariam existir em densidade superior à hoje observada (ou não

---

<sup>7</sup> <http://califa.caha.es/>

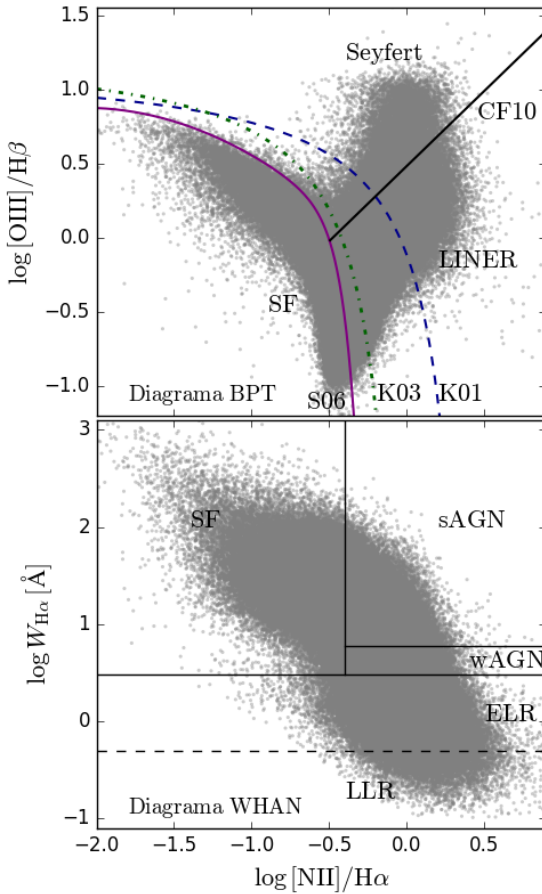


Fig. 1.8: Diagramas BPT e WHAN para a MGS do SDSS-DR7. BPT: As linhas representam as divisórias i) SF/AGN de S06 (magenta contínua) e de K03 (verde pontilhada-tracejada); ii) o limite de contribuição de surto de formação estelar de K01 (azul tracejada); e iii) a divisão Seyfert/-LINER de CF10 (preta contínua). WHAN: As linhas representam os limites como definidos por CF10 para as cinco classes identificadas no diagrama. Os pontos cinza em ambos os diagramas são as galáxias do MGS do SDSS-DR7 com  $\text{SN} > 3$  para  $\text{H}\alpha$ ,  $\text{H}\beta$ ,  $[\text{N II}]$ ,  $[\text{O III}]$  no BPT e para  $\text{H}\alpha$  e  $[\text{N II}]$  no WHAN. Veja Seção 2.3 para detalhes.

estamos habilitados para fazer tal observação), enquanto nestas, as observações apontam resultados opostos aos preditos pelos modelos. Dessa forma, o problema continua em aberto para novas discussões.

## 1.2 AS GALÁXIAS NO INFRAVERMELHO

Identificar todos os estágios evolutivos é fundamental para compreender como as galáxias evoluem no tempo cósmico. Como vimos, a classificação espectral e morfológica de galáxias fornece muito boas indicações de como isso ocorre. Quando considerada a inconclusividade dos métodos pelas variadas dificuldades encontradas, se faz necessário lançar mão de outros artifícios. O uso da fração infravermelha do espectro ganhou proeminência apenas nas últimas décadas com o avanço da tecnologia aeroespacial, devido basicamente à grande extinção óptica causada pela atmosfera nesta faixa espectral, de modo que as observações a partir da superfície são bastante limitadas. Com o advento dos telescópios espaciais, este panorama começou a mudar e já pode-se contar com diversos projetos nesse sentido, especialmente nas últimas duas décadas.

Praticamente todo tipo de objeto celeste emite radiação no IR, com os mais variados mecanismos geradores desta radiação. Estrelas contribuem como consequência da fusão nuclear, com as frias emitindo mais nesta região espectral que as quentes. Como é lógico pensar, galáxias como um todo também o fazem, pois são compostas por estrelas. A grande diferença está nos diferentes mecanismos de emissão que uma galáxia possui. Pode ser emissão direta, devida às populações estelares que a compõem; ou então emissão por poeira e gás, que aquecidos até uma temperatura de  $\sim 1\,500\text{ K}$ , emitem radiação na faixa NIR. A fonte de aquecimento da poeira em uma galáxia pode ser desde estrelas do tipo OB em regiões de intensa formação estelar ou um buraco negro supermassivo aquecendo o material circundante (AGN) (e.g. Ferland & Netzer, 1983; Halpern & Steiner, 1983; Groves et al., 2004a,b), até choques radiativos rápidos (e.g. Dopita & Sutherland, 1995, 1996), entre outros (veja Yan & Blanton, 2012, para outros mecanismos).

Há consenso que em galáxias do tipo SF e sAGN o meio de ionização dominante é, respectivamente, regiões de formação estelar H II, i.e. ionização por estrelas jovens e massivas; e ionização por um buraco negro supermassivo recebendo material do meio (AGN ou núcleo ativo), quando a emissão termal é alta de tal forma que o espectro de emissão é bastante duro, com uma grande quantidade de fótons com energia  $E > 13,6\text{ eV}$ . Em galáxias tipo LINER (wAGNs e ELRs) este tema ainda provoca um caloroso debate em virtude da ampla definição de região de emissão nuclear de baixa ionização, que pode ser desde um AGN até bolsões de forma-

ção estelar intensa junto ao núcleo. Modelos, como o de Capetti & Baldi (2011), sugerem fortemente que o mecanismo ionizante é fotoionização estelar. Porém, não levam em conta o fator de preenchimento volumétrico do gás no meio interestelar (e.g. Berkhuijsen, 1998; Whittet, 2002). Um fator importante é que muitas galáxias apresentam uma mistura de duas ou mais propriedades, casos em que é o mecanismo dominante que determinará sua classificação dependendo da região da galáxia que é observada. Ainda, galáxias sAGN podem conter grandes quantidades de poeira, de tal forma que sejam opacas na região espectral do ultravioleta (UV) e visível, sendo necessária uma abordagem em comprimentos de onda maiores para estudar adequadamente suas propriedades (e.g. Lacy et al., 2004; Mateos et al., 2013).

Assim como no óptico, a distribuição de energia espectral (SED) de galáxias em outros  $\lambda$ s contém valiosas informações sobre as propriedades das estrelas, gás e poeira que as compõe. Porém, extrair as propriedades físicas em vários comprimentos de onda requer modelos consistentes para emissão destes componentes, bem como modelos de evolução de populações estelares (da Cunha et al., 2008). Pode-se atribuir o espectro de emissão IR à soma de dois componentes básicos: contribuição de regiões onde a poeira é predominantemente aquecida por AGN e o onde o é por estrelas jovens devido à intensa formação estelar (Laurent et al., 2000).

A radiação infravermelha está profundamente correlacionada com absorção e reemissão da luz por nuvens embrionárias, bem como com o ambiente difuso do ISM em galáxias. A SED das nuvens moleculares no infravermelho é composta basicamente por bandas de emissão provenientes de Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos (PAHs), emissão de grãos quentes com temperaturas da ordem de 130–250 K que compõe um contínuo no infravermelho médio (MIR) e uma componente de grãos em equilíbrio térmico a temperaturas de 30 K a 60 K. A emissão de ISM difuso ainda contém uma componente no infravermelho distante ( $\lambda \gtrsim 50 \mu\text{m}$ ; FIR) devida aos grãos frios, com temperaturas menores que 25 K (e.g. Draine & Li, 2001).

A região espectral do MIR também está estreitamente relacionada com a taxa de formação estelar. Não poderia ser diferente, já que em geral, alta taxa de formação estelar implica em grandes quantidades de gás e poeira (da Cunha et al., 2008). As grandes nuvens moleculares que dão origem às jovens estrelas massivas, provocam grande extinção, sendo dissipadas pela radiação emitida pela própria prole em um tempo típico  $t_0 \sim 10^7$  anos. A radiação emitida por populações mais velhas, como as estrelas do ramo assintótico das gigantes termicamente pulsantes (TP-AGBs) de baixa e média massa, é pouco absorvida, uma vez que a nuvem embrionária

que lhes deu origem já dissipou e pode ser um importante mecanismo de emissão NIR (e.g. Marigo & Girardi, 2007; Bruzual, 2007; Marigo et al., 2008). Porém, Donoso et al. (2012a) arguem que a contribuição por esse tipo de estrela pode não ser significativa no MIR para galáxias wAGN, havendo a necessidade de invocar outro mecanismo caso AGN não seja suficiente.

PAHs produzem bandas de emissão características na faixa espectral do MIR, com picos proeminentes centrados em 3,3, 6,2, 7,7, 8,6, 11,3 e 12,7  $\mu\text{m}$  (Allamandola et al., 1985, 1989; Li & Draine, 2001a,b; Draine & Li, 2001). Galáxias SF normais possuem espectro de emissão de PAHs marcante e possuem aproximadamente a mesma cor na região do infravermelho médio, como por exemplo,  $2,5 < [12] - [4,6] < 5$  mags (e.g. Helou et al., 2000). Estas galáxias habitualmente revelam efeitos pronunciados na faixa 3 – 5  $\mu\text{m}$  com o contínuo fortemente caracterizado por emissão de PAH a altas temperaturas ( $\sim 1000$  K; e.g. Lu et al., 2003). Esta componente normalmente contribui com uma pequena fração na luminosidade IR total, mas pode ser detectada nos fluxos das bandas fotométricas entre 2 e 4  $\mu\text{m}$  (veja da Cunha et al., 2008, para a discussão desta detecção pelas bandas do *Spitzer*/IRAC).

SFs com forte emissão de PAH e que possuem poeira fria, tendem a apresentar altos valores de índice de cor para bandas ( $\lambda/\mu\text{m}$ )  $[\sim 4,6] - [\sim 12]$  e  $[\sim 12] - [\sim 22]$ , enquanto galáxias RG, nas quais a radiação MIR é dominada por estrelas (e.g. Mattila et al., 1999), possuem valores menores nestas mesmas comparações. Segundo Izotov et al. (2011), emissão estelar com temperatura efetiva  $T_{eff} \geq 3000$  K (estrelas frias) e de gás interestelar ionizado, tipicamente tem cor  $[3,4] - [4,6] \sim 0$  mags. A Figura 1.9 mostra combinações de modelos de SEDs de diferentes mecanismos para as contribuições de *starburst* + poeira quente, enquanto a Figura 1.10 mostra os ajustes de modelos para as SEDs observadas da galáxia espiral SABc<sup>8</sup> NGC 3521, da espiral SBd NGC 337 e da *starburst* Im Mrk 33 da Cunha et al. (2008, linha preta). Para as três, os dados observacionais são do *Galaxy Evolution Explorer*<sup>9</sup> (GALEX; FUV e NUV), *Two Micron All Sky Survey*<sup>10</sup> (2MASS; JHKs), *Spitzer* (IRAC e MIPS), IRAS e *Submillimetre Common-User Bolometer Array*<sup>11</sup> (SCUBA), com a espectroscopia integrada de H $\alpha$  e H $\beta$  (e.g. Moustakas & Kennicutt, 2006). Para NGC 3521 e NGC 337 também é utilizada a fotometria do *Third Reference Ca-*

---

<sup>8</sup> Veja Seção 1.1.2 para nomenclatura de galáxias por tipo morfológico.

<sup>9</sup> <http://www.galex.caltech.edu/>; (Martin et al., 2005)

<sup>10</sup> <http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/2mass.html>; (Skrutskie et al., 1997)

<sup>11</sup> <http://www.jach.hawaii.edu/JCMT/>; (Holland et al., 1999)

*talog of Bright Galaxies*<sup>12</sup> (RC3; UBV) e do *Infrared Space Observatory*<sup>13</sup> (ISOCAM; 6,75  $\mu\text{m}$  e 15  $\mu\text{m}$ ). Para uma ampla amostra de medidas fotométricas no IR de vários observatórios e de todas as classes de galáxias, é proveitoso conferir as figuras 3 a 10 do trabalho de Dale et al. (2005).

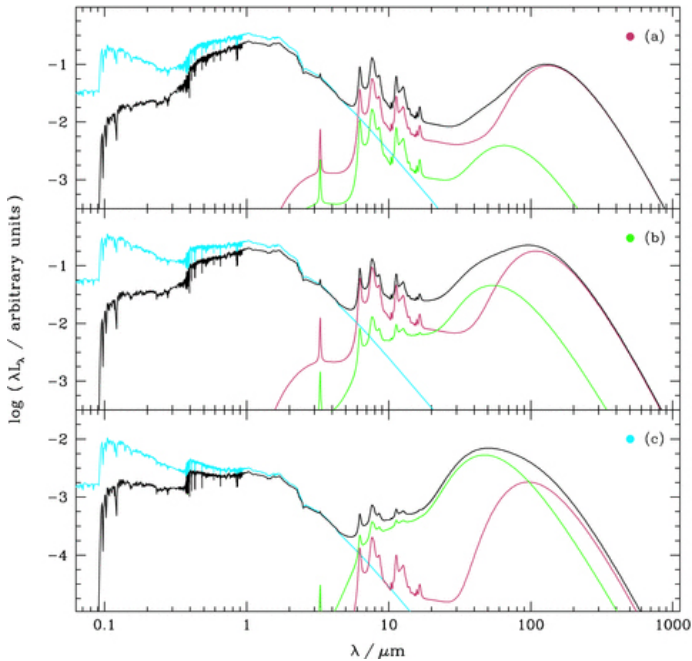


Fig. 1.9: SEDs de diferentes mecanismos combinados mostrando a distribuição de energia desde os raios-X até o FIR para diferentes galáxias. O painel (a) mostra a combinação do espectro típico de uma galáxia *starburst* com modelo de IR “frio”; (b) o espectro de galáxia *starburst* com modelos de IR padrão; e (c) o espectro de uma *starburst* combinado com modelo de IR “quente”. Cada painel mostra o espectro estelar sem atenuação por poeira (linha azul), a emissão por poeira em nuvens embrionárias (linha verde), a emissão do ISM (linha vermelha) e a emissão total da galáxia, correspondendo à soma do espectro estelar atenuado por poeira e a contribuição do IR (linha preta). Figura de da Cunha et al. (2008, Fig. 5).

<sup>12</sup> <http://heasarc.nasa.gov/W3Browse/all/rc3.html>; (Corwin et al., 1994, e referências)

<sup>13</sup> <http://iso.esac.esa.int/>; (Kessler et al., 1996)

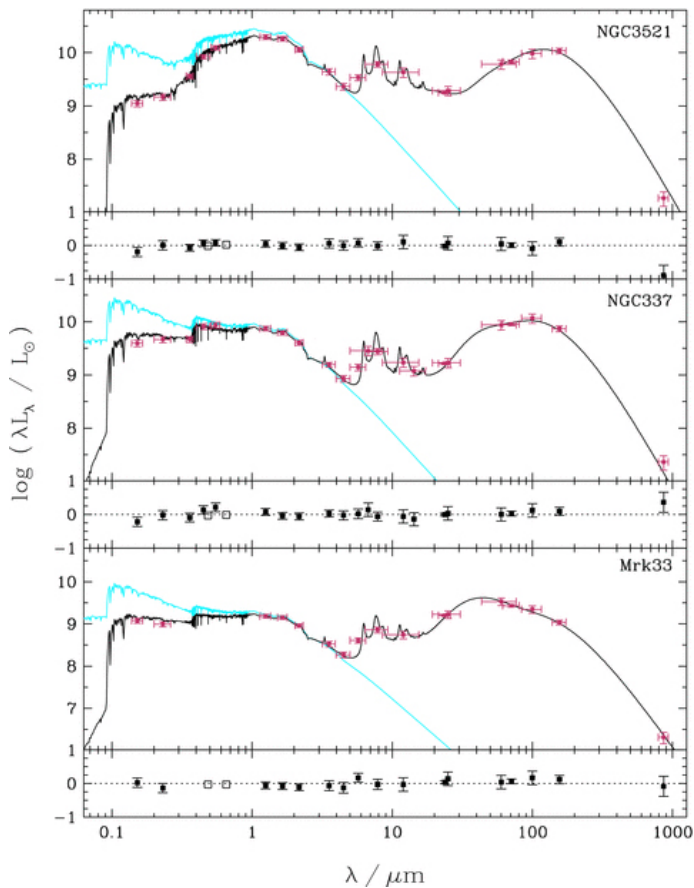


Fig. 1.10: Melhor ajuste do modelo (linha preta) de SED de diferentes galáxias (pontos vermelhas). Em cada painel, a linha azul representa o espectro estelar sem atenuação por poeira. Para cada ponto observacional (quadrados vermelhos), a barra vertical indica o erro observacional e a horizontal a largura efetiva da banda correspondente. O resíduo observado - calculado ( $L_{\lambda}^{obs} - L_{\lambda}^{mod} / L_{\lambda}^{obs}$ ) é mostrado na parte inferior de cada painel. Os quadrados vermelhos preenchidos referem-se às bandas do GALEX (FUV e NUV), RC3 UVB, 2MASS JHKs, *Spitzer* IRAC e MIPS, ISO, IRAS e SCUBA, enquanto os quadrados vazios indicam as luminosidades  $H\alpha$  e  $H\beta$ . Figura de da Cunha et al. (2008, Fig. 9).

A produção estelar de uma galáxia está estreitamente ligada à sua emissão na faixa do IR. Pode-se, a princípio, atribuir essa relação a uma forte característica física e morfológica: a quantidade de poeira. Quanto maior for a massa de poeira que a galáxia contém, maiores e mais densas serão as nuvens moleculares e, conseqüentemente, maior a taxa de formação estelar (SFR). Quanto maior a quantidade de estrelas jovens e massivas, mais fótons ultravioleta ( $\lambda < 3500 \text{ \AA}$ ; UV) emitidos e, como as estrelas estão envoltas pelo envelope embrionário, absorvidos. A energia dos fótons UV é então “redistribuída” e reemitida em  $\lambda$ s maiores. Quando isso ocorre, a contribuição por poeira quente compõe uma grande fração do IR, caso em que a o contínuo do infravermelho próximo e médio é muito grande e as bandas de PAHs são parcialmente diluídas em relação ao contínuo (e.g. Helou, 1986; Helou et al., 2000; Silva et al., 1998a; Dale et al., 2001, 2005, 2007). Por conta disso, a SFR de uma galáxia pode ser recuperada a partir da combinação de dados fotométricos e espectroscópicos com modelos de SED, configurando-se numa importante ferramenta para obter esse tipo de informação em condições ambientais opacas à radiação mais energética (e.g. Rieke et al., 2009).

O espectro de emissão infravermelha de *starbursts* tem características distintas da de galáxias SF normais, apresentando uma inclinação pronunciada no contínuo devido a grãos pequenos. Nestas galáxias, este contínuo é primariamente produzido por regiões H II com intensa formação estelar. O campo de radiação produzido pelas estrelas jovens e massivas também excita as linhas iônicas vistas no espectro MIR de [Ar II], [Ar III], [S IV], [Ne II] e [Ne III]. Em ambientes de galáxias *starbursts*, a cor [5] – [12] aumenta. Estes objetos em particular possuem um forte contínuo na região de 14 a 15  $\mu\text{m}$  (Laurent et al., 2000).

Em galáxias com populações estelares mais velhas ( $t_0 > 10^8$  anos), as nuvens embrionárias já dissiparam e as estrelas estão agora imersas no ISM. Estas estrelas ainda produzem um número significativo de fótons UV, situação em que a emissão no IR por PAH torna-se menos pronunciada. A grande diferença reside no fato de que em um ambiente com estrelas da sequência principal e massa  $M_\star < 5 M_\odot$  e em estado quiescente de formação estelar, a radiação estelar é responsável por cerca de 5 % do aquecimento da poeira, enquanto que em um ambiente de intensa formação estelar, essa fração alcança 85 %. PAHs são responsáveis por 1 % da luminosidade IR naquele caso, enquanto neste, este percentual é de 35 % (da Cunha et al., 2008).

O espectro do infravermelho próximo de galáxias elípticas, que normalmente possuem pouco gás e poeira, é primariamente produzido por populações estelares de baixa massa ( $M_\star < 5 M_\odot$ ) e geralmente mais ve-



lhas. Estas estrelas possuem contínuo espectral centrado em comprimento de onda correspondente à emissão de temperaturas da ordem de 5 000 K e, por estarem em ambientes livres de poeira, a emissão no infravermelho próximo será dominante com relação à de  $\lambda$ s maiores (e.g. Madden et al., 1997; Boselli et al., 1998, 2003, 2004). Mesmo que essa propriedade não se possa aplicar para todas as galáxias com esta característica morfológica (e.g. Knapp & Rupen, 1996; Knapp et al., 1996), ainda é uma característica marcante e que pode servir como um bom indicador na classificação de grandes amostras desta classe. Como estes possuem menos poeira em sua constituição, a emissão por PAH também será menor ou, até mesmo, inexistente. A título de ilustração, a Figura 1.11 mostra os espectros típicos na faixa de  $0,03 \mu\text{m}$  a  $30 \mu\text{m}$  para quasar e galáxias normais. Cada espectro foi obtido a partir da média de  $\sim 2000$  espectros observados de objetos de cada tipo (Yan et al., 2013).

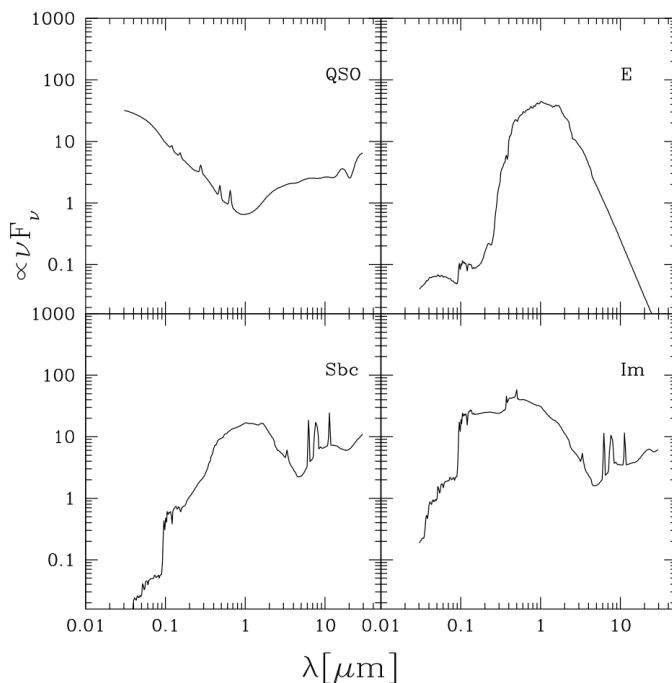


Fig. 1.11: Média de  $\sim 2000$  espectros de quasares (QSO) e galáxias normais, RG (E) e SF (Sbc e Im). Figura de Yan et al. (2013, Fig. 9).

### 1.2.1 AGNs no IR

Nos vários estudos direcionados à parte espectral infravermelha, uma pergunta frequentemente encontrada é: como identificar AGNs utilizando esta região espectral? No óptico, as definições e os métodos para classificação de galáxias estão já particularmente bem definidas (ao menos para diferenciar galáxias com SF das com AGN). No grupo das galáxias com núcleo ativo, tudo indica que as sAGN possuam propriedades mais particulares e pronunciadas, de forma que pode-se considerar já bem definido. Porém, e wAGNs e RGs? Existem mesmo galáxias nas quais as populações de estrelas velhas sejam capazes de produzir espectro óptico com a aparência de espectro de AGN fraco? Já exploramos parte deste paradigma na Seção 1.1.2.

É sabido que AGNs possuem características marcantes. Mas, e se estiver envolto por uma densa nuvem de poeira interestelar? As regiões mais energéticas do espectro eletromagnético sofrem maior extinção interestelar, enquanto que no IR esse problema é muito menor.

AGNs são fonte de um campo radiativo altamente ionizante e, como consequência, a poeira presente no ambiente galáctico absorve esta radiação, reemitindo no IR. Grandes reservatórios de gás e poeira são necessárias para a manter um núcleo ativo em alta atividade, de forma que, assim como para SFs, é um ciclo: para haver AGN é necessário haver poeira, que por sua vez absorve a radiação gerada pela queda do material sobre o buraco negro, reemitindo-a no infravermelho (Sanders et al., 1988; Sanders & Mirabel, 1996).

O espectro no MIR destes objetos apresenta uma característica bem particular: a fraca emissão de PAHs relativa ao contínuo (e.g. Rigopoulos et al., 1999; Dudley, 1999; Laurent et al., 2000). Isto ocorre porque o campo radiativo do AGN causa a destruição de moléculas grandes, dificultando a sobrevivência de parte das moléculas de PAH (Leger et al., 1989). Como o campo de radiação nestes casos causa evaporação da poeira a temperaturas de  $\sim 1000$  K para silicatos e  $\sim 1500$  K para grafite, o contínuo no infravermelho torna-se forte entre 3 e  $6\ \mu\text{m}$  (Barvainis, 1987). Laurent et al. (2000) utilizam como indicadores relativos entre SF e AGN a razão entre os fluxos das regiões de poeira “aquecida” (14 a  $15\ \mu\text{m}$ ), e de poeira quente (5 a  $7\ \mu\text{m}$ ), onde a influência de AGN é mais evidente. Esta ausência de emissão por PAHs também é observada em galáxias com muito intensa formação estelar. Porém, nestas o mecanismo de destruição molecular é composto pelas quentes estrelas tipo OB (Contursi et al., 1998; Lu et al., 2003).

Utilizando as relações entre a emissão de PAH em  $6,2\ \mu\text{m}$  e a absorção de silicatos em  $9,7\ \mu\text{m}$ , Spoon et al. (2007) obtêm um bom diagnóstico para

diferenciar classes de galáxias no IR, formando dois ramos: um horizontal e um diagonal. Para tanto, utilizam-se de um diagrama de intensidade de absorção por silicato em  $9,7 \mu\text{m}$  versus  $W_{[6,2]}^{\text{PAH}}$ , mostrado pela Figura 1.12. No ramo horizontal são encontradas galáxias sAGN e quasares, caracterizados pela ausência de efeito forte de silicatos, enquanto no ramo diagonal estão as galáxias sem AGN, cuja característica predominante é maior absorção óptica e emissão de PAH menos pronunciada. Galáxias *starburst* ocupam os extremos dos dois ramos, na parte dominada por PAHs. Isso demonstra a variedade de possibilidades que a região IR do espectro de objetos extragalácticos oferece.

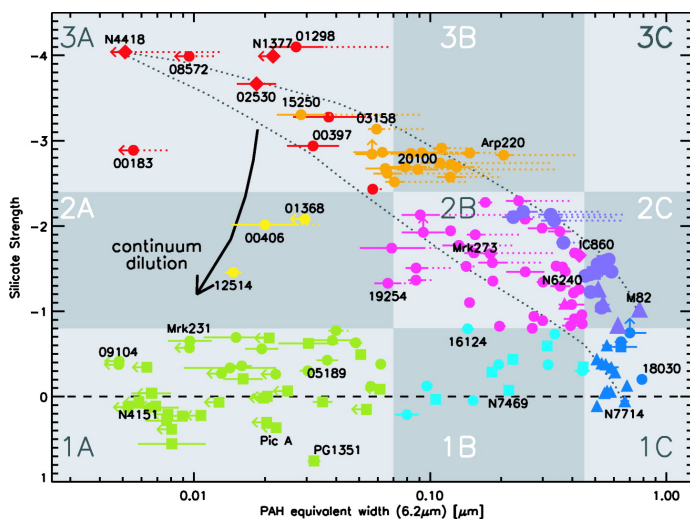


Fig. 1.12: Diagrama da largura equivalente da banda de PAH em  $6,2 \mu\text{m}$  versus intensidade da linha de absorção por silicato em  $9,7 \mu\text{m}$ . Os espectros das galáxias são catalogados em nove classes, identificados pelos símbolos coloridos. As duas linhas pretas pontilhadas representam as *mixing lines* entre o espectro obscurecido de NGC 4418 e das *starbursts* M82 e NGC 7714. Círculos representam galáxias ultra e hiper luminosas no IR; triângulos representam galáxias *starburst*; quadrados representam Seyferts e quasares; e diamantes representam todas as outras galáxias brilhantes no IR. Figura de Spoon et al. (2007, Fig. 1).

Em outra abordagem, Wu et al. (2009) utilizam os espectros IR de uma amostra do *Spitzer* selecionada em  $12 \mu\text{m}$ , composta por galáxias sAGN, tipo LINERs e *starbursts*, para determinar as diferenças entre as classes. Com isso, encontram evidências de que as galáxias tipo LINER prova-

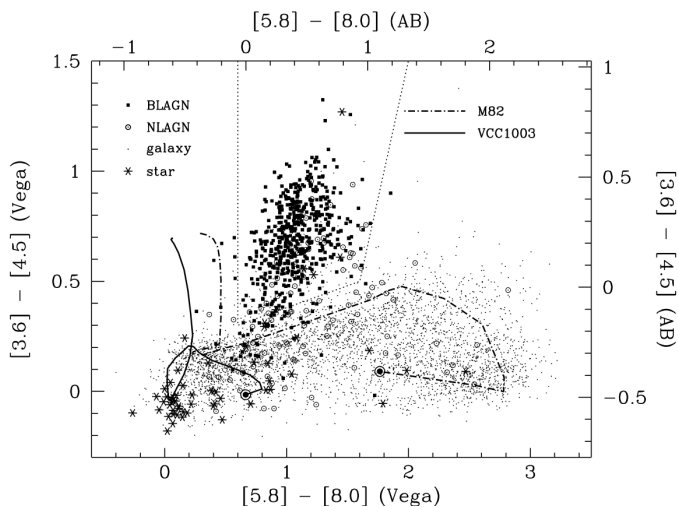
velmente possuem contribuição atribuída à formação estelar discreta nas partes mais externas do disco circumstelar. Observa-se também a presença de linhas fracas de [Ne v] ( $14,3\mu\text{m}$  e  $24,3\mu\text{m}$ ) e [O iv] ( $25,9\mu\text{m}$ ), utilizadas por vezes como indicadores da presença de AGN, nos objetos tipo LINER, *starburst* e sAGN.

A emissão devida a diferentes mecanismos que contribuem para a SED de galáxias é refletida nas cores dos dados fotométricos. Eisenhardt et al. (2004) sugerem que a partir de diagramas cor-cor para bandas do IR é possível identificar diferentes classes de galáxias: utilizando as cores  $[3,6] - [4,5]$  versus  $[5,8] - [8,0]$  do IRAC, como o mostrado na Figura 1.14, observaram uma distribuição vertical associada a sAGNs, sugerindo que as cores do MIR podem eficientemente separar esta classe de objetos de outras galáxias e de estrelas (veja também Stern et al., 2005; Assef et al., 2010; Mateos et al., 2012; Stern et al., 2012; Assef et al., 2013; Mateos et al., 2013). Esta característica é devida ao fato de que a emissão de PAH é relativamente fraca quando comparada com a emissão na forma de uma lei de potências do AGN em  $\lambda \lesssim 5\mu\text{m}$ . O fato de AGNs serem mais vermelhos que outras galáxias no MIR reflete a relação com o UV, onde galáxias ativas são mais azuis, enquanto galáxias normais são mais vermelhas (Stern et al., 2005).

Stern et al. (2005), utilizando as cores do IRAC, observam que galáxias inativas a  $z \lesssim 1$  ocupam uma estreita faixa na cor mais azul ( $-0,2 \lesssim [3,6] - [4,5] \lesssim 0,5$ ) do diagrama. Como referência, mostram o traço evolutivo de uma galáxia *starburst* com forte emissão de PAH (M82) e de uma galáxia S0/Sa com formação estelar inativa (VCC 1003). Devido à forte contribuição da emissão de PAHs em  $6,2$  e  $7,7\mu\text{m}$  para a banda de  $8\mu\text{m}$  do IRAC, galáxias com intensa formação estelar a *redshifts*  $\lesssim 0,6$  aparecem distribuídas numa faixa mais vermelha da combinação de cores ( $0 \lesssim [5,8] - [8,0] \lesssim 3$ ). Esse espalhamento ocorre porque os efeitos de PAH são muito mais intensos em  $7,7\mu\text{m}$  que em  $3,3\mu\text{m}$ , de forma que a distribuição em  $[3,6] - [4,5]$  fica muito mais estreita. A Figura 1.13 mostra o diagrama cor-cor do IRAC para galáxias espectroscopicamente confirmadas para a constelação do Boieiro (*Boötes field*; Stern et al., 2005).

Para baixos *redshifts* ( $z < 0,2$ ), as galáxias possuem cores do IRAC  $[3,6] - [4,5]$  muito similares. É o resultado do domínio da SED pela emissão estelar. Já para a cor  $[5,8] - [8,0]$ , *late-* e *early-type* ocupam dois extremos da distribuição, caracterizado pela intensa emissão de poeira e PAHs no primeiro grupo, e pela sua ausência no segundo (Assef et al., 2010).

Assef et al. (2010) e Stern et al. (2012) propõe que um método simples de separação de AGNs para as bandas do *Wide-field Infrared Survey Explorer* (WISE), em que os limites de cores  $[12] - [24] > 2,1$  e  $[3,4] - [4,6] > 0,8$  são suficientes para identificar AGNs, sendo minimamente contaminado



*Fig. 1.13:* Diagrama das cores do IRAC para objetos espectroscopicamente confirmados do *survey* AGES do campo do Boieiro. Os eixos indicam as magnitudes nos sistemas Vega e AB. O canto superior esquerdo mostra a classificação espectral dos objetos. M82 é uma galáxia *starburst* e VCC 1003 é uma S0/Sa com taxa de formação estelar aproximadamente 4000 vezes menor que M82. A linha pontilhada é a curva empírica que separa AGNs de estrelas de campo e outras galáxias. Figura de Stern et al. (2005, Fig. 1).

por outros tipos de fontes, i.e. estrelas e galáxias SF e RGs. Ainda, galáxias com AGN muito obscurecido por poeira em baixos *redshifts* terão cores muito azuis, sendo difíceis de identificar em comprimentos de onda menores, enquanto em  $\lambda$ s maiores estes objetos serão mais vermelhos (e.g. Eisenhardt et al., 2012).

Com isso, Yan et al. (2013) mostram que um diagrama cor-cor  $[3,4] - [4,6]$  vs  $[4,6] - [12]$  pode separar fontes em componentes estelar, com ambas as cores próximas a zero; uma concentração com a cor  $[3,4] - [4,6] > 0,8$ ; e uma nuvem de fontes espalhadas sobre o eixo  $[4,6] - [12]$  com  $-0,1 \lesssim [3,4] - [4,6] \lesssim 0,8$ . Para AGN, a cor  $[3,4] - [4,6]$  é mais vermelha, pois a SED é dominada pela lei de potência crescente. Para emissão estelar em SFs, as bandas inferiores são obscurecidas no IR por causa do pico de opacidade de  $H^-$  em  $1,6\mu\text{m}$ , causando um avermelhamento das cores nesta faixa. A Figura 1.14 mostra o diagrama cor-cor contendo fontes espectroscópicas confirmadas do SDSS, através do qual os autores concluem que o MIR sozinho não é suficiente para classificar galáxias, mas é um ótimo separador de sAGN de outras fontes a  $z > 0,1$ .

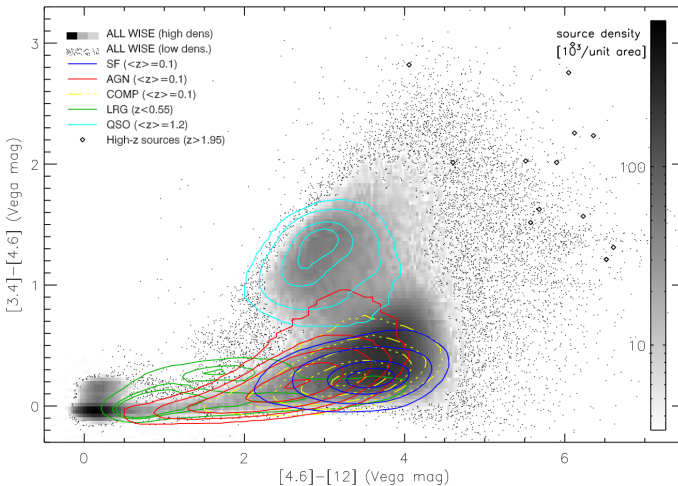
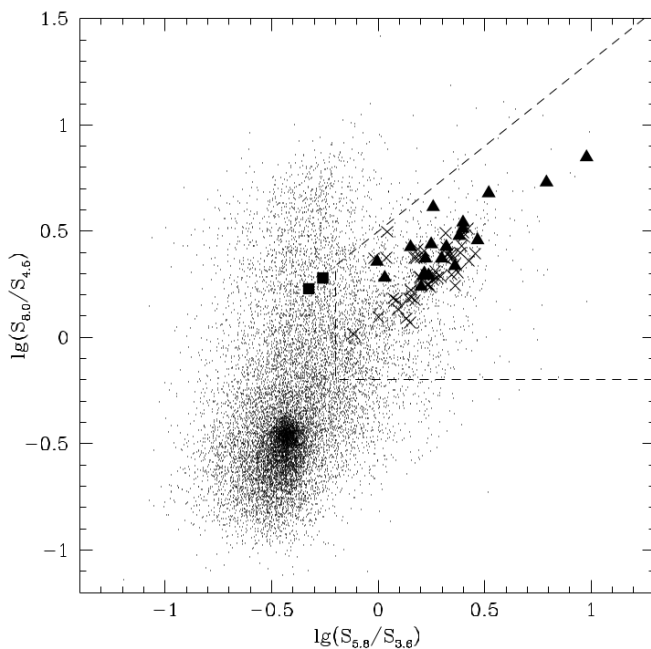


Fig. 1.14: Diagrama cor-cor para o WISE com a classificação baseada na espectroscopia do SDSS-DR7. Os contornos coloridos, usados para ilustração visual da concentração de cada classe no espaço de cores, representam as SFs (azul), sAGNs (vermelho), sistemas compostos (amarelo), galáxias brilhantes no vermelho (verde) e quasares (ciano). Figura de Yan et al. (2013, Fig. 11).

Pela emissão dominada por populações estelares velhas, galáxias wAGN tendem a ter cores IR mais azuis, mostrando propriedades bem distintas de galáxias SF. Além disso, galáxias tipo LINER geralmente possuem espectro de emissão em  $12\mu\text{m}$  não dominado por AGN, sendo decrescente nesta região (Donoso et al., 2012a). Lacy et al. (2004) utilizam diagramas cor-cor para as bandas do *Spitzer* e eficientemente conseguem identificar galáxias SFs, sAGNs e aposentadas. Um exemplo deste diagrama é mostrado pela Figura 1.15, onde é possível identificar galáxias destas diferentes classes.



*Fig. 1.15:* Diagrama cor-cor para as bandas do *Spitzer*. Galáxias SF ficam localizadas na parte azul para a cor das bandas de  $5,8\mu\text{m}$  e  $3,6\mu\text{m}$  e vermelha nas bandas  $8,0\mu\text{m}$  e  $4,5\mu\text{m}$  (parte esquerda superior do painel). Galáxias com AGN ficam na região delimitada pela linha tracejada, enquanto RGs estão na parte azul (canto inferior esquerdo). Pontos representam os  $\sim 16\,000$  objetos com boa detecção nas quatro bandas do IRAC, quadrados são Seyfert 1 do SDSS e triângulos correspondem a AGNs obscurecidos no óptico, com  $S_{8,0} > 0,1$  MJy. Figura de Lacy et al. (2004, Fig. 1).

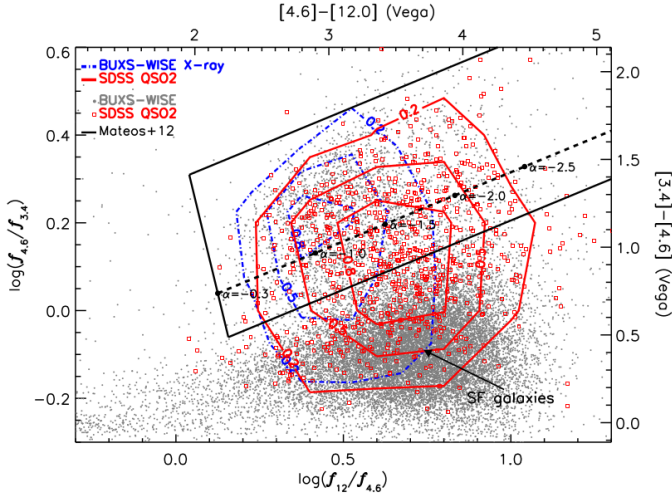


Fig. 1.16: Diagrama cor-cor para as bandas [3,4], [4,6] e [12] do WISE, todas com  $\text{SN} \geq 5$ . Galáxias SF ficam localizadas na região delimitada pela linha traço-pontilhada. Galáxias com AGN populam a parte delimitada pela linha contínua, enquanto RGs habitam a parte azul do diagrama. Os pontos representam galáxias normais, enquanto os contornos AGNs e quasares. Figura de Mateos et al. (2013, Fig. 3).

A Figura 1.16 mostra o resultado de uma análise para o WISE feita por Mateos et al. (2013) utilizando uma amostra de fontes brilhantes em raio-X do *Bright Ultrahard XMM-Newton Survey*<sup>14</sup> (BUXS). Os autores utilizam as bandas [3,4], [4,6] e [12], obtendo uma separação entre a região que é populada por AGN da que o é SF, aluindo à possibilidade de que muitas galáxias que por vezes são consideradas AGNs obscurecidos por poeira, são na realidade galáxias em que a faixa MIR é dominada pelo restante da galáxia, sem a necessária presença de um núcleo ativo forte.

De maneira semelhante e utilizando as definições de Mateos et al. (2012), Mateos et al. (2013) e Stern et al. (2012), Caccianiga et al. (2015) utilizam o diagrama  $[4,6] - [12]$  vs  $[3,4] - [4,6]$  para classificar apropriadamente AGNs no infravermelho. Nele, os autores definem a região em que a cor IR é produzida por objetos “puramente” AGN, para os quais a emissão IR dominante é produzida por núcleo ativo somente, sem contribuição estelar. Objetos que residam fora da região de AGN ( $[3,4] - [4,6] < 0,8$ ) necessitam de outras formas de emissão para explicar sua localização. A Fi-

<sup>14</sup> <http://xmm.esac.esa.int/>; (Watson et al., 2009).



gura 1.17 mostra o diagrama cor-cor utilizado por Caccianiga et al. (2015), em que é utilizada uma amostra de AGNs selecionados através da sua observação em raio-X.

### 1.3 ESTE TRABALHO

Remonta a quase um século o colecionismo de objetos extragalácticos. A classificação entre classes diferentes de galáxias vai desde o pioneirismo da classificação morfológica até as técnicas espectrais atuais. Dentro deste escopo, incluem-se as diversas formas e tipos de objetos, como aquelas com formação estelar e espirais, às aposentadas e elípticas.

A utilização de técnicas espectrais alavancou a classificação em termos de propriedades que representam aspectos físicos internos das galáxias, passando de um caráter mais global, como é o caso da morfologia, para minúcias da composição íntima delas, em especial nas últimas décadas com o advento de grandes levantamentos de dados, com a possibilidade de explorar milhões de objetos de uma só vez. Como consequência da grande quantidade de dados disponíveis, surge a necessidade de métodos aptos a revelar detalhes físicos e químicos das galáxias, que tem como um exemplo o código de síntese espectral STARLIGHT. Este ajusta modelos de populações estelares simples aos espectros das galáxias, devolvendo as propriedades das populações componentes da respectiva galáxia, bem como as propriedades do meio interestelar. Foi aplicado aos espectros do *survey* espectrofotométrico SDSS, compondo uma amostra de quase um milhão de galáxias, resultando em uma grande catálogo de propriedades físicas e químicas.

Através das linhas de emissão resultante da extração do espectro ajustado, estas mesmas galáxias podem ser analisadas no escopo dos métodos de diagnóstico por linhas de emissão, caso dos diagramas BPT e WHAN, que podem contar detalhes da física das galáxias e suas fontes radiativas, seja estelar ou núcleo ativo. Desta forma, é possível classificar as galáxias dentro de classes espectrais distintas, que representam, em média, o comportamento físico de cada objeto.

Utilizando estes resultados, bem como dados de outros *surveys*, é possível construir outros métodos de classificação, estendendo os resultados para todos os comprimentos de onda e obter as características de forma cada vez mais detalhada. Isto é feito de modo geral tanto para o infravermelho como para o ultravioleta, com diversas formas e modelos disponibilizados pela literatura. É neste cenário que construímos nossas análises, partindo dos métodos de classificação espectral mais utilizados para uma análise

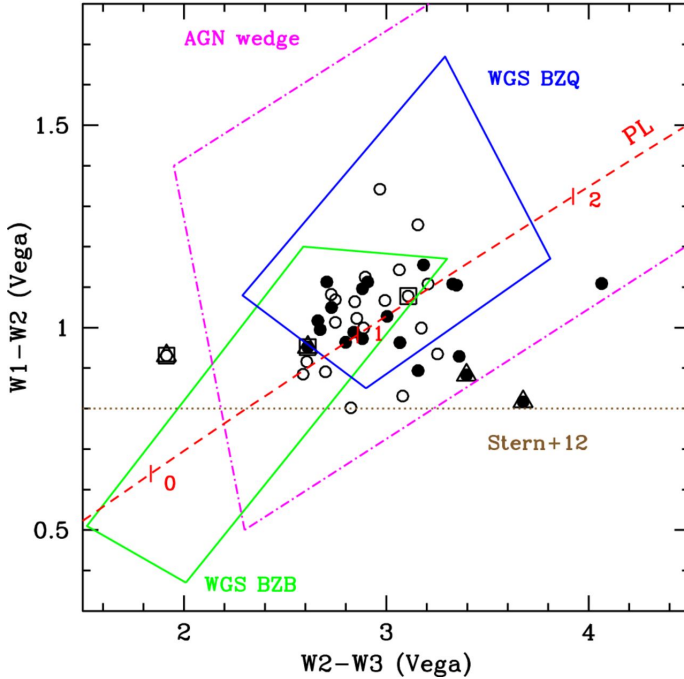


Fig. 1.17: Diagrama cor-cor  $([4,6] - [12]) \times ([3,4] - [4,6])$  do WISE, mostrando a região correspondente à emissão infravermelha. Os círculos mostram objetos com  $z > 0,3$  (vazios) e  $z < 0,3$  (cheios). Círculos rodeados por um quadrado são identificados como objetos variáveis, enquanto os que o são por um triângulo são identificados como fonte extensa. As linhas sólidas verde e azul representam as regiões em que são encontrados blazares. A linha traço-pontilhada marca a região de AGN definida por Mateos et al. (2012) e Mateos et al. (2013) para fontes selecionadas em R-X. A linha pontilhada representa o limite  $[3,4] - [4,6] = 0,8$  definido por Stern et al. (2012). A tracejada representa a região compreendida por uma lei de potências simples variando o *slope*, com  $\alpha = 0, 1$  e  $2$ . Figura de Caccianiga et al. (2015, Fig. 1).

acerca de seu entendimento, bem como a classificação e diferenciação destas classes a outras regiões espectrais além do óptico.

Tendo em mãos o ferramental e os dados disponibilizados pelos *surveys* SDSS, WISE e GALEX, faremos uma análise da classificação espectral de galáxias do Universo Local, avaliando as possíveis implicações da associação de propriedades físicas a partir de sua alocação nos diagramas de diagnóstico por linhas de emissão. No Capítulo 2 descrevemos os *surveys* e catálogos utilizados ao longo do trabalho, bem como a seleção da amostra geral.

Numa primeira análise das classes espectralmente definidas, utilizamos dos métodos BPT e WHAN para executar uma verificação das galáxias definidas como LINER, que por vezes podem nem mesmo conter de fato uma região nuclear ativa. Como veremos no Capítulo 3, muitas das assim denominadas não possuem qualquer região de emissão nuclear associada a AGN, sendo sua emissão provida por populações estelares distribuídas de forma extensa pela galáxia.

No Capítulo 4 veremos como se dá o comportamento das galáxias *early-type* na região infravermelha, cuja emissão é devida à interação do meio interestelar com as populações de estrelas evoluídas de baixa massa. Veremos que estes objetos, por mais que possuam emissão infravermelha muito fraca, são hospedeiros de características físicas bem particulares, reforçando a identificação fornecida pelo método de classificação espectral WHAN no que se refere à aposentadoria galáctica.

Além disso, as galáxias definidas como aposentadas possuem propriedades diferentes na região do ultravioleta, proporcionando uma nova janela de identificação de suas propriedades físicas no que se refere às populações estelares que as compõe. Veremos no Capítulo 5 que estes objetos possuem diferentes níveis de emissão, o que implica em uma possível existência de populações estelares diferentes, proporcionando uma nova incógnita que pode ser explorada à luz dos novos modelos de populações evoluídas, bem como a influência de diferentes configurações das propriedades das populações estelares e a consequência evolutiva da interação das galáxias com o “meio ambiente galáctico”. Finalmente, no Capítulo 6 apresentamos nossas principais conclusões e perspectivas futuras.

Nossos objetivos específicos são:

- i. Avaliar o posicionamento das classes espectrais de galáxias definidas pelo método WHAN em relação à cor do infravermelho médio do WISE;
- ii. Verificar [mais uma vez] os efeitos de abertura que afetam a determinação das propriedades físicas de galáxias;

- iii. Investigar as galáxias tipo-LINER a partir dos dados do óptico e infravermelho a fim de determinar se estes objetos são de fato portadores de núcleo ativo;
- iv. Investigar as diferenças apresentadas no infravermelho pelas galáxias *early-type* que possuem ou não linhas de emissão;
- v. Elaborar o possível cenário para a evolução galáctica que possa levar às observações das diferenças no óptico e no infravermelho.

Ao longo deste trabalho adotamos um modelo de cosmologia plana  $\Lambda$ -CDM com  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_M = 0,3$  e  $\Omega_\Lambda = 0,7$ .

## 2 DADOS E AMOSTRAS

Atualmente presenciamos um cenário em que não há muito espaço para ciência individualista. Com o advento dos grandes *surveys*, abriram-se portas para que todas as pessoas possam trabalhar em conjunto, cada qual desenvolvendo a ciência de forma mais livre. Neste trabalho aproveitamos esta vantagem intensivamente a partir da utilização de três destes projetos (SDSS, WISE e GALEX), bem como outros tantos catálogos com medidas tomadas a partir deles, como por exemplo o gerado pelo projeto SEAGal com o código STARLIGHT, a análise colaborativa *Galaxy Zoo* e o catálogo de grupos de galáxias baseados na base de dados SDSS-DR7.

### 2.1 OS SURVEYS

O desenvolvimento da ciência atual está quebrando paradigmas, principalmente devido à crescente evolução tecnológica, trazendo um volume de dados quase inimaginável para as mãos do ser humano. Para que a análise de amostras cada vez maiores e mais complexas desses dados seja viável, surge a necessidade da criação de novos métodos e ferramentas que agilizem o seu tratamento. Neste contexto encontram-se os grandes *surveys* astronômicos, que buscam a observação de parte ou de todo o céu dentro de critérios pré-determinados, com o objetivo de preencher lacunas presentes na ciência através da obtenção de amostras massivas de dados. Estas tem potencial para produzirem uma tão grande variedade de resultados em diferentes subáreas que é quase impossível o total aproveitamento por parte de um único grupo de pesquisa, de modo que costumeiramente são tornadas públicas. A organização dos dados ao público é feita em bancos de dados e obtidos por meio de técnicas de mineração. Dessa forma, grandes projetos observacionais são acompanhados de pacotes de ferramentas computacionais, ficando implícito o desenvolvimento contínuo e paralelo das duas ciências.

São vários os exemplos de *surveys* que temos atualmente. Dentre eles, figuram o *2dF Galaxy Redshift Survey* (2dFGRS; Colless, 1999), o *Two Micron All Sky Survey* (2MASS; Skrutskie et al., 2006), que foram pioneiros na prática de levantamentos de dados que foram tornados públicos. Mais recentemente, outros *surveys* emergiram, com características mais específicas, como por exemplo o *Calar Alto Integral Field Area Survey* (CALIFA; Sánchez et al., 2011) e o *Mapping Nearby Galaxies at APO* (MaNGA; Bundy et al., 2015), ambos projetos de espectroscopia espacia-

almente resolvida e que podem contar detalhes das estruturas das galáxias analisadas.

Neste trabalho, utilizaremos três destes *surveys*: o *Wide-field Infrared Survey Explorer* da NASA (WISE; Wright et al., 2010), o *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS; York et al., 2000) e o *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX; Martin et al., 2005), que serão explicados mais em detalhes nas próximas seções.

### 2.1.1 O SDSS

Para começar, veremos alguns detalhes do *survey* que determina a amostra primária a ser utilizada em todo o trabalho: o *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), que tem como principal objetivo a observação do céu na região óptica do espectro. O SDSS coletou, durante oito anos de operação, imagens de mais de um quarto do céu (York et al., 2000), obtendo informações de mais de 1 milhão de galáxias e 120 000 quasares em sua fase 2 (SDSS-II). Ao final do projeto, os equipamentos originalmente projetados foram aprimorados ou substituídos por novos para iniciar mais uma fase do projeto SDSS. Em Outubro de 2008, tornou-se público o catálogo de dados denominado *Data Release 7 - DR7*<sup>1</sup> (Abazajian et al., 2009). Nas observações do projeto SDSS é objetivado atingir alta qualidade e confiabilidade, tanto para imagens fotométricas quanto para espectros.

O grande volume de dados gerado é inicialmente analisado dentro do escopo de Observatórios Virtuais (VOs), formados por um conjunto de programas, protocolos e convenções, com objetivo de auxiliar na manipulação, redução, caracterização e análise dos dados. Os objetos são observados em cinco bandas do espectro visível, *u*, *g*, *r*, *i* e *z*, com comprimentos de onda ( $\lambda$ s) centrais em 3551 Å, 4686 Å, 6151 Å, 7481 Å e 8931 Å, respectivamente. A Figura 2.5 mostra as curvas de resposta dos cinco filtros utilizados na obtenção da fotometria do *survey*.

Além dos dados fotométricos, o SDSS-DR7 também fornece espectroscopia de quase 1 milhão de galáxias com cobertura espectral numa faixa de 3800 to 9200 Å, com uma resolução média de  $\lambda/\Delta\lambda \sim 1800$  (Abazajian et al., 2009). Cada espectro foi obtido utilizando-se uma fibra com abertura de 3 arcsec centrada na região nuclear da galáxia alvo. Outros projetos dedicam seus esforços na caracterização de outras partes dele, como o projeto WISE discutido na próxima seção.

---

<sup>1</sup> <http://www.sdss.org/dr7>

### 2.1.2 WISE

Para aproveitar a grande quantidade de informação que a porção infravermelha do espectro eletromagnético pode oferecer, a NASA idealizou o projeto WISE, através de um satélite que observou o céu inteiro em 4 bandas do infravermelho médio com  $\lambda$ s centrais em 3,4, 4,6, 12 e 22  $\mu$ m, cujos fluxos em magnitude 0 são  $306,68 \pm 4,60$  Jy,  $170,66 \pm 2,56$  Jy,  $29,045 \pm 0,436$  Jy,  $8,2839 \pm 0,2899$  Jy ( $W1$ ,  $W2$ ,  $W3$  e  $W4$ , respectivamente, dados em magnitudes). Consiste de um telescópio em órbita, com um detector sensível à radiação infravermelha resfriado a 15 K. O telescópio sempre aponta para ângulos retos com relação ao Sol, bem como para lugares distantes da direção da Terra, observando o céu em círculos, enquanto completa a órbita. Em apenas 6 meses de operação observou o céu inteiro, provendo uma amostra de imagens de alta qualidade nas quatro cores. A cada 11 segundos foi obtida uma imagem cobrindo uma área três vezes maior que a Lua Cheia, resultando em cerca de 1 500 000 imagens ao findar de seis meses (Wright et al., 2010). Entre os produtos gerados por este gigante, está o projeto NEOWISE<sup>2</sup>, que procura por pequenos corpos do Sistema Solar, como pequenos planetas, asteroides, cometas, etc. (Mainzer et al., 2011).

Em 14 de Março de 2012 foi liberado o *All-Sky Data Release*<sup>3</sup>, que contém dados posicionais de 563 921 584 objetos com relação sinal-ruído  $SN > 5$  em pelo menos uma das quatro bandas. A sensibilidade fotométrica em  $5\sigma$  é estimada em 0,068, 0,098, 0,86 e 5,4 mJy para  $W1$ ,  $W2$ ,  $W3$  e  $W4$ , respectivamente. Dentro dessa amostra, encontram-se dados de milhões de galáxias, que são de nosso interesse. O banco de dados disponibiliza a posição J2000, fotometria e incertezas (Cutri et al., 2012). A Figura 2.1 mostra o mapa da cobertura do céu inteiro do WISE, com cores indicando o número de exposições em cada posição. Sobreposto, está a área do céu coberta pelo SDSS-DR7.

A calibração da fotometria do WISE foi feita seguindo as bases estabelecidas para o *Spitzer Space Telescope*<sup>4</sup> utilizando o sistema de magnitudes Vega (e.g. Reach et al., 2005; Cohen et al., 2003; Price et al., 2004). Isso foi tomado levando-se em conta que a maioria dos projetos com observações em infravermelho utilizam o mesmo sistema, de modo que possam ser cruzados e vinculados de maneira mais simples. As tabelas listando o quadro completo de calibração são disponibilizadas no sítio eletrônico do projeto WISE<sup>5</sup>. O fator de conversão para o sistema AB,  $\Delta m$ , é 2,683, 3,319, 5,242

<sup>2</sup> <http://neo.jpl.nasa.gov/programs/neowise.html>

<sup>3</sup> <http://wise2.ipac.caltech.edu/docs/release/allsky/>

<sup>4</sup> <http://www.spitzer.caltech.edu/>

<sup>5</sup> [http://wise2.ipac.caltech.edu/docs/release/prelim/expsup/4\\_3gt1.html](http://wise2.ipac.caltech.edu/docs/release/prelim/expsup/4_3gt1.html)

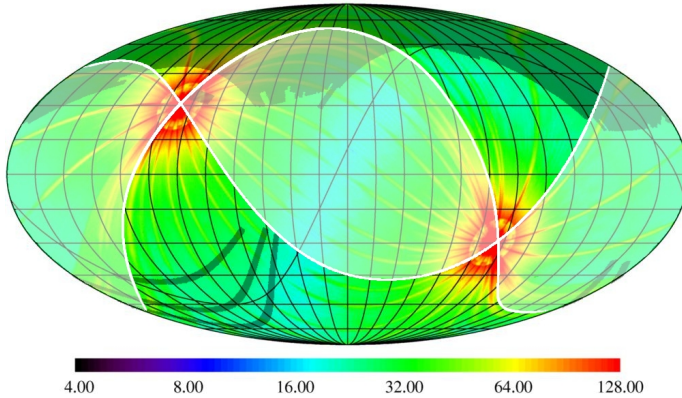


Fig. 2.1: Mapa de cobertura do céu feito pelos *surveys* WISE e SDSS em coordenadas galácticas. A densidade de cores do plano de fundo indica o número de exposições individuais feitas em cada região pelo WISE. A região escura é correspondente à cobertura do SDSS-DR7. Figura de Yan et al. (2013, Fig. 1).

e 6,604 para  $W1$ ,  $W2$ ,  $W3$  e  $W4$ , respectivamente. A conversão é dada pela relação

$$m_{AB} \equiv m_{Vega} + \Delta m. \quad (2.1)$$

As curvas de resposta do WISE das bandas  $W1$  e  $W2$  são correspondentes às dos instrumentos do *Spitzer*, IRAC-1 e IRAC-2<sup>6</sup>, enquanto a banda  $W4$  tem boa correspondência com o MIPS-24<sup>7</sup>.

Somente a banda  $W3$  destoa ligeiramente do IRAC-4, mas tem boa concordância com o canal de  $12\ \mu\text{m}$  do IRAS<sup>8</sup> (Jarrett et al., 2011). A Figura 2.2 mostra as curvas de resposta das quatro bandas do WISE. A banda  $W3$  é a banda mais larga cobrindo a faixa de 7 a  $17\ \mu\text{m}$  e englobando regiões de emissão de PAHs que estão distribuídas entre 7 e  $13\ \mu\text{m}$ . A Figura 2.3 mostra a comparação entre as curvas de resposta das bandas do WISE e do IRAC e MIPS. Mostra ainda o espectro da galáxia ultra luminosa no infravermelho Arp 220, que possui uma banda de emissão de PAH muito forte em  $11,3\ \mu\text{m}$  e o da estrela de calibração HD 32174 (Jarrett et al., 2011).

<sup>6</sup> Infrared Array Camera, série de instrumentos do *Spitzer* (<http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/irac/>).

<sup>7</sup> *Multiband Imaging Photometer for SIRTf* (<http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/mips/>).

<sup>8</sup> *Infrared Astronomical Satellite* (<http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/iras.html>) (Beichman et al., 1988).



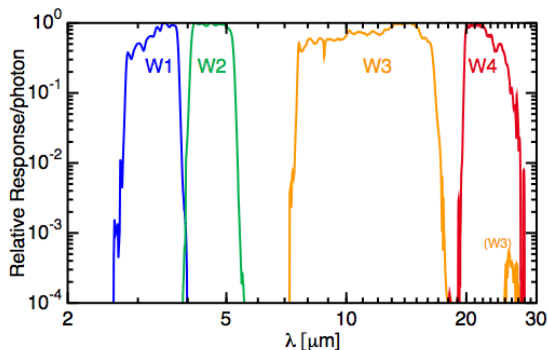


Fig. 2.2: Curvas de resposta das bandas do WISE normalizadas à unidade no pico (Wright et al., 2010, Fig. 7).

A banda *W3* é ótima para observação de fontes com espectro marcado pelas bandas de emissão de PAH, cobrindo toda a região onde são mais intensas. A banda *W4* cobre a região em que é encontrado o contínuo proveniente de poeira morna. No entanto, por conta das incertezas associadas ao fato de a temperatura da poeira ser muito próxima à do CCD, esta banda não é indicada para observar objetos com espectro típico de *early-type*. De fato, até mesmo a banda *W3* é pouco sensível a este tipo de objeto, uma vez que a emissão de PAH, quando há, é esperada ser muito baixa. Qualquer objeto que seja pouco brilhante na região em torno de  $22\ \mu\text{m}$  não será bem representado pela banda *W4*. A Figura 2.5 mostra também as curvas de transmitância dos quatro filtros do WISE.

### 2.1.3 GALEX

No outro extremo do espectro está o *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX), também da NASA. Consiste de um telescópio espacial observando o céu no ultravioleta com foco na observação da evolução da taxa de formação estelar de galáxias. O sexto lançamento de dados (6<sup>o</sup> *General Release*; GR6) contém mais de 200 milhões de fontes fotométricas com medidas em duas bandas do ultravioleta: próximo e distante (NUV e FUV, respectivamente Martin et al., 2005). A banda FUV cobre a faixa espectral de 1344 a 1786 Å, enquanto o NUV cobre de 1771 a 2831 Å, com comprimentos de onda centrais de 1528 e 2310 Å, respectivamente (Bianchi et al., 2014). Além disso, possui espectroscopia de baixa resolução para as fontes fotométricas, cobrindo uma faixa espectral de 1350 a 2750 Å (Morrissey et al., 2007).

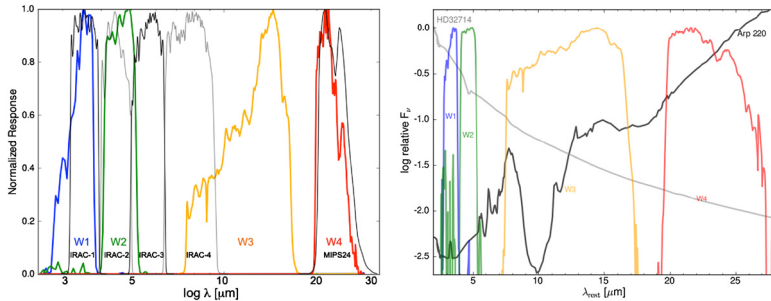


Fig. 2.3: Curvas de resposta relativas das bandas do WISE. Esquerda: Curvas de resposta das bandas  $W1$  ( $3,4 \mu\text{m}$ ; azul),  $W2$  ( $4,6 \mu\text{m}$ ; verde),  $W3$  ( $12 \mu\text{m}$ ; amarelo) e  $W4$  ( $22 \mu\text{m}$ ; vermelho) comparadas com as curvas dos instrumentos do Spitzer IRAC-1 ( $3,6 \mu\text{m}$ ), IRAC-2 ( $4,5 \mu\text{m}$ ), IRAC-3 ( $5,8 \mu\text{m}$ ), IRAC-4 ( $8,0 \mu\text{m}$ ) e MIPS-24 ( $24 \mu\text{m}$ ). Direita: Espectro da galáxia ultra-luminosa Arp 220 (Armus et al., 2007) em linha preta e da estrela de calibração HD 32174 (linha cinza) em relação às curvas de resposta dos filtros do WISE. Figura de Jarrett et al. (2011, Fig. 1).

A missão do GALEX é feita em séries de *surveys*, sendo os dois principais o *All Sky Survey* (AIS) e o *Medium Imaging Survey* (MIS). O AIS cobre uma área de  $26\,000 \text{ graus}^2$  com um limite de magnitude de  $M_{AB} = 20,5$ , enquanto o MIS cobre uma área menor ( $1000 \text{ graus}^2$ ) com maior profundidade, com magnitude limite de  $M_{AB} = 23$ . O GALEX foi desenhado de forma que possa ser comparado com outras *surveys* existentes, especialmente com o SDSS. Com o objetivo de calibrar a formação estelar do Universo Local, a comparação com outra *survey* é essencial. A Figura 2.4 mostra o mapa de cobertura do céu do SDSS e do GALEX.

As curvas de resposta do GALEX também são mostradas na Figura 2.5. A cobertura espectral da fotometria do SDSS é desde o ultravioleta próximo até o infravermelho próximo, enquanto as bandas do GALEX correspondem à parte mais ultravioleta do espectro. A Figura 2.5 também mostra os espectros de duas galáxias bastante distintas: uma elíptica e sem sinais de formação estelar, NGC 4621, comumente chamadas de passivas (neste trabalho chamadas aposentadas), e uma típica galáxia cujo espectro é dominado por emissão de regiões de formação estelar, NGC 3521, ambos obtidos do sítio eletrônico IRSA<sup>9</sup>.

<sup>9</sup> <http://irsa.ipac.caltech.edu/frontpage/>

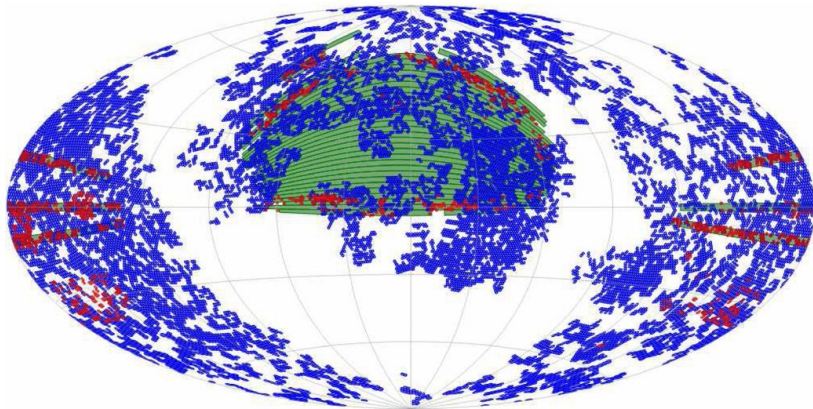


Fig. 2.4: Mapa de cobertura do céu dos *surveys* GALEX, AIS (em azul) e MIS, (em vermelho), e do SDSS (em verde) usando a projeção Aitoff do sistema equatorial J2000 centrado nas coordenadas  $(\alpha, \delta) = (180^\circ, 0^\circ)$ . Figura de Budavári et al. (2009, Fig. 3).

## 2.2 OS CATÁLOGOS

Além destes *surveys*, ainda utilizamos três catálogos com subprodutos oriundos de diferentes tipos de análises executadas com os dados disponibilizados pelo SDSS. São eles: o obtido através da execução do código de síntese espectral STARLIGHT sobre os dados do SDSS-DR7, o catálogo de classificação morfológica do projeto *Galaxy Zoo* e o catálogo de grupos e aglomerados de Yang et al. (2005). Veremos cada um em maiores detalhes nas Seções 2.2.1 a 2.2.4.

### 2.2.1 O SEAGal/STARLIGHT

Com os grandes *surveys* surgidos nos últimos anos, métodos para determinação da história das galáxias, uma forma de astropaleontologia (e.g. Vale Asari et al., 2009), tornou-se bastante popular. É neste cenário que Cid Fernandes et al. (2005b) aproveitam a imensa quantidade de dados disponibilizados para executar o código de síntese espectral STARLIGHT<sup>10</sup>, que ajusta modelos de populações estelares (SSPs) de síntese evolucionária aos espectros observados, utilizando combinação linear simples.

O método foi aplicado a todos os espectros das quase 1 milhão de galáxias disponibilizadas pelo SDSS-DR7, resultando na obtenção de uma

<sup>10</sup> <http://astro.ufsc.br/starlight/>

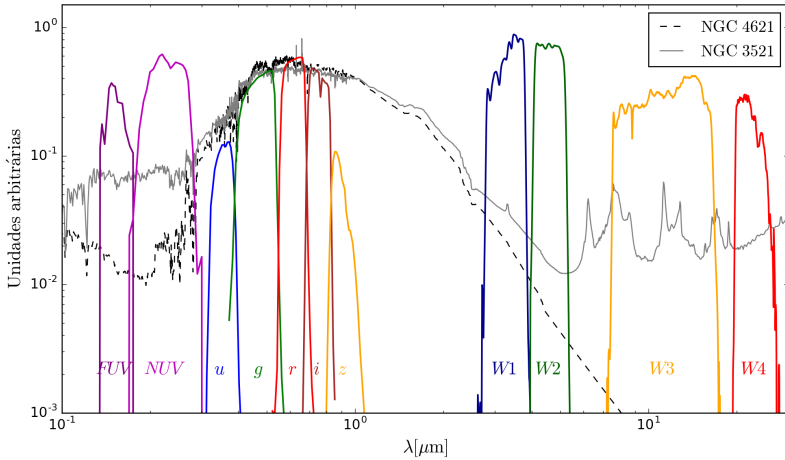


Fig. 2.5: Curvas de resposta dos projetos GALEX (*NUV* e *FUV*), SDSS (*ugriz*) e WISE (*W1*, *W2*, *W3* e *W4*). Os dois espectros mostrados pelas linhas preta pontilhada e cinza contínuo são os espectros de emissão das galáxias NGC 4621 e NGC 3521.

vasta base de propriedades físicas, que foram analisadas e publicadas pela colaboração *Semi-Empirical Analysis of Galaxies* (SEAGal; e.g. Cid Fernandes et al., 2005b; Mateus et al., 2006; Stasińska et al., 2006; Mateus et al., 2007; Cid Fernandes et al., 2007; Asari et al., 2007; Stasińska et al., 2008; Asari et al., 2009; Cid Fernandes et al., 2010, 2011). Todos os produtos resultantes da síntese são públicos e disponibilizados no servidor CASJOBS<sup>11</sup>, juntamente com o código para síntese. Nesta aplicação, foram utilizados os modelos de Bruzual & Charlot (2003), formando uma base composta por 150 modelos com 25 idades entre 1 Myr e 18 Gyr e 6 metalicidades  $Z = 0,005, 0,02, 0,2, 0,4, 1$  e  $2,5 Z_{\odot}$ . A extinção estelar é ajustada de acordo com o modelo de cortina de poeira parametrizada para a banda *V*, usando a lei de extinção de Cardelli, Clayton, & Mathis (1989) com  $R_V = 3,1$ .

Após esta execução, são obtidos parâmetros de velocidade de dispersão  $\sigma_*$ , massa estelar ( $M_*$ ), idade ( $t_*$ ), metalicidade ( $Z_*$ ), ambos ponderados em luz ( $L$ ) e massa ( $M$ ), atenuação óptica por poeira ( $A_V$ ), dispersão de velocidades e a história de formação estelar das galáxias observadas. Os erros associados às estimativas para  $SN > 10$  são  $\Delta A_V <$

<sup>11</sup> <http://casjobs.starlight.ufsc.br/casjobs/>

0,05;  $\Delta \log M_\star < 0,11$  dex;  $\Delta \sigma_\star < 12 \text{ km s}^{-1}$ ;  $\Delta \langle \log t_\star \rangle_L < 0,08$  dex;  $\Delta \langle \log t_\star \rangle_M < 0,14$  dex;  $\Delta \log \langle Z_\star \rangle_L < 0,09$  dex e  $\Delta \log \langle Z_\star \rangle_M < 0,13$  dex (Cid Fernandes et al., 2005b; Mateus et al., 2006).

A massa total em estrelas é calculada após a correção da massa pela luz fora da fibra, assumindo que a relação massa-luminosidade é constante com o raio da galáxia. A idade média e a metalicidade são ambas ponderadas em luz e massa. Quando ponderadas em luz, representam melhor as populações estelares jovens e massivas, que dominam a emissão. Quando ponderadas em massa, são as populações de menores massa que dominam o resultado, uma vez que, por serem em maior número, contêm a maior fração de massa da galáxia (Cid Fernandes et al., 2005b). Após a subtração do espectro modelado do observado, o espectro residual contém apenas as linhas de emissão, quando então podem ser medidas (e.g. ?).

Como reportado por Mateus et al. (2006), os ajustes conduzidos com o STARLIGHT retornam valores para a extinção óptica ( $\tau_V$ ) que dão origem a valores da magnitude de atenuação sistematicamente negativos (da ordem de  $\sim 0,1$  mag) para parte das galáxias *early-type*. Este problema é direcionado à base de modelos de populações estelares simples utilizada (baseados em Bruzual & Charlot (2003), que não leva em conta o enriquecimento  $\alpha$ , o qual é consequência da evolução química das estrelas. Este efeito é conhecido por afetar especialmente as galáxias elípticas massivas, que compõem majoritariamente a amostra de *early-type* do Universo Local (Worthey, Faber, & Gonzalez 1992, Davies, Sadler, & Peletier 1993, Thomas, Maraston, & Bender 2002, Thomas et al. 2004, McDermid et al. 2015, Segers et al. 2016).

Após o ajuste do espectro modelado pelo STARLIGHT, o espectro residual contém os dados das linhas de emissão. Estas são então ajustadas utilizando uma modelagem gaussiana, que fornece dados de fluxo, largura equivalente e erro associado ao ajuste. Durante este processo são averiguados potenciais problemas que possam afetar as medidas das linhas, como por exemplo pixels ruins ou linhas de céu sobre a região das linhas espectrais. Estas informações também são guardadas na forma do número total de pixels e o número de pixels bons dentro de  $3\sigma$  em torno do centro da gaussiana. Os fluxos das linhas foram corrigidos pela extrapolação para fonte extensa, como é o caso de galáxias, relativo à magnitude na fibra na banda  $r$ . Esta correção foi mensurada e sugerida pelo grupo MPA<sup>12</sup>. Temos no total 926 246 galáxias com síntese espectral.

---

<sup>12</sup> <http://www.mpa-garching.mpg.de>

### 2.2.2 O catálogo de morfologia do *Galaxy Zoo*

Outra prática que já pode ser considerada clássica é a identificação de grupos morfológicos constituindo a população de galáxias do Universo Local. Ainda mais quando nota-se que estes grupos estão fortemente correlacionados com as características físicas e evolutivas de seus constituintes. Esta metodologia já começou há algum tempo, quando Hubble propôs o esquema sistemático que deu origem ao “diapasão de Hubble” (Hubble & Rosseland, 1936).

A classificação a olho é mais confiável, no entanto, pouco prática. Com centenas de milhares de galáxias observadas, tornou-se quase impossível catalogar o grande volume de dados disponibilizados pelos grandes *surveys*. Algumas tentativas neste sentido fazem uso de indicadores morfológicos, como o índice de concentração ou cor, que fazem parte deste trabalho. No entanto não são aptos a classificar de forma completamente correta uma amostra. Por exemplo, Schawinski et al. (2007) mostraram que a fração de galáxias elípticas com formação estelar recente era significativamente maior em uma amostra classificada a olho que numa automatizada através destes indicadores.

Neste sentido, tirando vantagem da disponibilização dos dados do SDSS, Lintott et al. (2008) propõe a classificação a olho da base inteira de fotometria do DR6, utilizando de voluntários espalhados pelo Globo. Os autores construíram uma base de dados com as imagens fotométricas para que o “cidadão comum” acessasse e pudesse deixar sua opinião quanto à morfologia da galáxia mostrada. A resposta é então armazenada e pareada com as respostas dos demais “cientistas voluntários”, extraindo o parâmetro de probabilidade com base na estatística das respostas. O objeto pode primariamente ser classificado como espiral ou elíptico, sendo que este “voto” terá um peso associado ao “treinamento” prévio ao executar a rotina. Como resultado, é gerado um catálogo com a probabilidade associada a cada galáxia dos quase 700 mil objetos do DR6, são disponibilizados publicamente no ambiente do *Galaxy Zoo I*<sup>13</sup>. A metodologia completa e os indicadores estatísticos da rotina são detalhados por Lintott et al. (2008) e Lintott et al. (2011).

Lintott et al. (2011) definem os parâmetros que podem ser considerados na tomada de decisão no momento da utilização da probabilidade  $P$ . O parâmetro que define uma classe morfológica para a galáxia irá influenciar diretamente na fração da amostra original que será utilizada. Os autores apresentam quatro estimadores que podem ser utilizados na seleção morfológica: 1) **greater**, com probabilidade  $P > 0,5$ ; 2) **cleanish**

---

<sup>13</sup> <http://www.galaxyzoo.org>

com  $P > 0,6$ ; 3) **clean**, com  $P > 0,8$ ; e 4) **superclean**, com probabilidade  $P > 0,95$ . Quanto mais restritivo for este parâmetro, menor será a quantidade total de objetos selecionados dentro da amostra original. Por exemplo, utilizando o critério **clean**, em que são selecionadas somente galáxias com  $P > 0,8$  de serem espirais ou elípticas, resulta em apenas 3% de classificações errôneas. No entanto, a fração total de objetos da amostra que são selecionados é de apenas 40%. Utilizando uma probabilidade mais flexível, como o critério **grater**, todos os objetos da amostra são selecionados, porém, com uma classificação errada de 19% das galáxias.

O catálogo também disponibiliza as probabilidades associadas às subclasses dentro do grupo das espirais, fornecendo a probabilidade da galáxia ser uma espiral barrada, por exemplo. Para nosso trabalho, que majoritariamente depende de uma galáxia ser elíptica ou espiral, não consideraremos este parâmetro. Com isso, fizemos o *match* com a amostra de galáxias do SEAGal/STARLIGHT, formando uma base sólida para extração de possíveis contaminantes com resquícios de formação estelar ou galáxias em que a abertura da fibra do SDSS tenha grande influência na sua classificação espectral.

Além das propriedades físicas das galáxias individualmente, estamos também interessados em investigar sua relação com o ambiente. Como mostrado por Mateus et al. (2007), o ambiente em que a galáxia reside e evolui afeta diretamente seu desenvolvimento. Para analisar o comportamento das galáxias *early-type* do Capítulo 4, iremos nos valer de dois indicadores morfológicos: a massa do halo ( $M_H$ ) e a densidade projetada de galáxias ( $\Sigma$ ), definida pela distância até os vizinhos mais próximos. Ambos são apresentados nas Seções 2.2.3 e 2.2.4.

### 2.2.3 O catálogo de grupos

Os perfis de densidade dos halos de matéria escura são definidos por Navarro et al. (1997) como sendo as estruturas com uma densidade média maior que 180 em relação à densidade média do Universo. Enquanto isso, simulações numéricas sugerem que a concentração do halo correlaciona-se diretamente com a massa do halo (Bullock et al., 2001).

Já de modelos e observações encontra-se que, em geral, o centro de cada halo é habitado pela galáxia mais brilhante do grupo, enquanto regiões periféricas são populadas por galáxias satélite. Em virtude do movimento diferencial das componentes do grupo, é possível usar estas medidas observacionais para determinar a massa do halo (Berlind et al., 2003; Lin et al., 2004; Rines et al., 2004). A partir destes resultados, Yang et al. (2005) elaboram um método para encontrar os grupos, definindo o centro como a

galáxia mais brilhante dentro de um cilindro de raio  $h^{-1}$  Mpc e velocidade  $\pm 500 \text{ km s}^{-1}$ .

Com esta metodologia aplicada ao banco de dados do SDSS-DR7, os autores recuperam o número de membros do grupo, a galáxia central e a massa do halo de matéria escura, cujos resultados são disponibilizados ao público<sup>14</sup> (Yang et al., 2012). Adotamos aqui a amostra III definida em Yang et al. (2007), que considera o parâmetro *collision fibre*. Este parâmetro mede o posicionamento dos objetos no campo e avalia se porventura algum possa ter ficado fora da observação espectroscópica por haverem dois alvos próximos demais. Neste caso, houve a necessidade de deixar um deles de fora da observação devido à limitação física de colocar duas fibras em um espaço tão reduzido.

Nós correlacionamos a amostra deste catálogo com o nosso catálogo de propriedades físicas do STARLIGHT, ampliando desta forma a faixa de possíveis parâmetros físicos que podemos utilizar. Como veremos na próxima seção, outro indicador ambiental é a densidade projetada, que é esperada ser fortemente correlacionada com a massa do halo.

### 2.2.4 Densidade projetada

Desde o trabalho de Dressler (1980) que o estudo ambiental de galáxias e sua influência na evolução delas tem sido intensivamente utilizado. O método mais comum é aquele em que se determina a densidade projetada de galáxias através do  $k$ -ésimo vizinho mais próximo ( $k$ NN), como detalhado por Fukunaga (1990). Mateus et al. (2007) utilizam esta base para calcular o  $k$ -ésimo vizinho a partir de uma galáxia fixada dentro de um volume  $V(r)$ , este que será maior para regiões de baixa densidade e menor com o aumento dela. Para evitar efeitos de velocidades peculiares, os autores utilizam a distribuição projetada no lugar de uma volumétrica.

Para definir o espaço em torno de uma dada galáxia, evitando que o método leve em consideração galáxias que estão muito antes ou além do alvo, Mateus et al. (2007) impõem um limite de velocidade radial em  $\pm 1000 \text{ km s}^{-1}$  em torno do *redshift* da galáxia central, de modo a evitar contaminação de galáxias que estejam muito distantes, para frente ou para trás, em relação ao ponto fixo. A expressão utilizada é  $\Sigma_k = k/\pi r_k^2$ , onde  $r_k$  é a distância projetada ao  $k$ -ésimo vizinho. Para evitar efeitos de borda, tanto da área observada do próprio *survey*, quanto da área projetada, galáxias cuja distância ao objeto fixo é maior que a da galáxia mais próxima de uma das bordas são excluídas.

---

<sup>14</sup> <http://gax.shao.ac.cn/data/Group.html>



Seguindo a metodologia apresentada por Mateus et al. (2007) calculamos a densidade projetada para a amostra limitada em volume que será discutida na seção a seguir.

### 2.3 AMOSTRA PRINCIPAL

Com os dados em mãos, iremos definir a amostra base a ser utilizada nos capítulos seguintes. A partir do catálogo descrito na Seção 2.2.1, selecionamos apenas objetos classificados como pertencentes à Amostra Principal de Galáxias (MGS) do SDSS, que exclui os objetos muito vermelhos, e aqueles que possuem densidade superficial de brilho à meia luz na banda  $r$   $\mu_{50} \leq 24,5 \text{ mag arcsec}^2$  e magnitude absoluta na banda  $r$   $M_r \leq -20,43$ . Além destes critérios, impomos o limite para o *redshift*  $z < 0,2$  para que não tenhamos problemas com as magnitudes do WISE que não possuem correção  $k$ , i.e. correção para o deslocamento do espectro para o vermelho. Com este procedimento, temos uma amostra com um total de 512 626 galáxias.

Como pretendemos averiguar as propriedades de galáxias que, por definição, não possuem linhas, precisamos garantir que a ausência de linhas não é consequência de algum efeito espúrio na região das linhas de emissão. Para isso, selecionamos apenas aquelas em que há pelo menos 75% dos pixels bons dentro da região de  $1\sigma$  em torno do centro da gaussiana utilizada para modelar a linha. Dessa forma, ainda que a galáxia não tenha nenhum sinal de linha de emissão, ela pode seguramente ser classificada como galáxia aposentada sem linhas de emissão. Com isso, obtemos nossa amostra principal (MS0), contendo 442 165 objetos, sobre a qual serão aplicados os critérios específicos necessários em cada análise individualmente.

Das mais de 400 mil galáxias da MS0, 438 601 possuem contrapartida na banda  $W1$ , 438 603 na  $W2$ , 438 603 em  $W3$  e 438 597 na banda  $W4$  (99,92% de completeza), isso sem considerar qualquer limitação quanto à qualidade das medidas do WISE, i.e. independentemente do sinal-ruído das medidas fotométricas. Já para as bandas do GALEX (NUV e FUV), há 271 804 (61,47%) contrapartidas, também desconsiderando o  $SN$  nestas duas bandas.

Já para o *Galaxy Zoo*, 384 429 objetos da MS0 são encontrados, uma completeza de 93,69%. São consideradas válidas todas as galáxias em que a probabilidade de serem elípticas ou espirais é maior que 0. Quando considerado o parâmetro *greater* (veja Seção 2.2.2), em que é exigido que a probabilidade seja maior que 0,5 de serem elípticas ou espirais, são encontradas 358 420 pares (81,06% de completeza). Para o catálogo de grupos da Seção 2.2.3, são encontrados 393 783 (89,06%) pares, enquanto

para a densidade projetada da Seção 2.2.4, são 123 379 (27,90%) pares cuja densidade é calculada para  $k = 5$  e 113 246 (25,61%) para  $k = 10$ .

A MS0 é nossa amostra mestre. Qualquer subamostra que seja utilizada para alguma tarefa, será definida sobre a MS0, adicionando-se apenas os critérios específicos que a situação exija.

## 2.4 RESUMO DO CAPÍTULO

Neste capítulo apresentamos os *surveys* e catálogos que serão utilizados, alguns mais intensivamente que outros, ao longo deste trabalho. Vimos que nos últimos anos tornou-se uma prática comum a execução de grandes levantamentos de dados do Universo Local, que são, em sua maioria, disponibilizados ao público. Juntamente com esta prática, veio a mineração de dados, com toda a comunidade científica amparada no gigantesco volume de dados gerado.

Neste cenário, surgiram projetos como o SDSS, que em seu sétimo *Data Release* tornou acessíveis informações fotométricas e espectroscópicas de quase um milhão de objetos na região do óptico. Outros, como o WISE e o GALEX, exploram outra faixa do espectro (infravermelho e ultravioleta, respectivamente), ampliam esta prática, proporcionando um ferramental quase ilimitado na caracterização do Universo. É a partir deles que é possível averiguar as condições evolutivas das galáxias desde o Big Bang até os dias de hoje.

De “carona” nestes projetos, vêm os catálogos de produtos derivados, como o catálogo do projeto SEAGal, resultante da utilização do código de síntese espectral STARLIGHT, que extraiu as propriedades físicas das populações estelares componentes das galáxias do SDSS-DR7, bem como sua evolução com o tempo.

Outro projeto de grande escala que é conduzido sobre os dados disponibilizados por este *survey* em específico, está o *Galaxy Zoo*, com sua classificação morfológica a olho nu das imagens fotométricas do *Sloan*. Aproveitando-se do ferramental baseado na “ciência cidadã”, em que a pessoa comum pode contribuir com a classificação dos objetos, mesmo não fazendo parte da comunidade científica específica, este projeto foi capaz de disponibilizar a classificação morfológica para praticamente toda a base fotométrica de galáxias do SDSS-DR6.

Como parte deste esforço, há outros que se valem do ferramental científico e tecnológico disponível, como o catálogo de grupos de Yang, em que são calculados a massa do halo de matéria escura e o número de membros associados aos grupos de galáxias do Universo Local. Ambos os projetos podem trazer luz sobre a forma como o ambiente extragaláctico afeta a

evolução física e química das galáxias e, por consequência, de suas populações estelares.

Por fim, definimos nossa amostra a ser utilizada nos capítulos seguintes, que contém 442 165 e à qual denominamos MS0. No Capítulo 3, iremos utilizá-la para averiguar a classificação das então chamadas LINERs, às quais por vezes é atribuída a existência de um núcleo ativo enquanto que, em sua maioria, são objetos cujo espectro é provido pelas estrelas evoluídas de baixa massa (HOLMES).



## 3 AS MUITAS FACES DAS GALÁXIAS TIPO LINER

Um dos grandes problemas a se considerar no escopo da classificação espectral de galáxias é o que trata dos objetos cujo espectro possui características de *Low-Ionisation Nuclear Emission Region* (LINER). Estas galáxias têm linhas de emissão de baixa ionização como o [O II] ( $E \sim 13,6$  eV) mais intensas que linhas de alta ionização, como o [O III] ( $E \sim 54,9$  eV). A existência destas linhas é em geral associada à fontes radiativas do tipo AGN, embora existam vários trabalhos demonstrando que é possível representar as mesmas características utilizando populações estelares evoluídas de baixa massa (HOLMES; e.g. Stasińska et al., 2008; Cid Fernandes et al., 2010) e que muitas destas galáxias tem a referida emissão proveniente de fontes extra nucleares (e.g. Sarzi et al., 2010; Gomes et al., 2016a).

Para investirmos no tocante à classificação desta classe de objetos, vamos expandir nossa análise além do que é feito habitualmente. Enquanto a maioria dos trabalhos restringe sua análise ao óptico, em especial àqueles que fazem uso dos dados do SDSS, propomos a consideração da nova geração de *surveys*, em particular os dados do infravermelho do WISE.

Há de nos perguntarmos aqui qual o objetivo em se fazer isso, uma vez que este é um problema já relativamente bem estabelecido. Podemos justificar a partir de dois pontos: (1) Expandindo para o infravermelho próximo e médio (NIR e MIR), teremos à disposição um extenso e complexo quadro de informações, com as quais podemos obter novas estimativas e perspectivas. A saber, o infravermelho do WISE é capaz de nos informar acerca do nível de formação estelar nas galáxias, bem como sua presença ou ausência. Além disso, (2) a fotometria do WISE não é dependente dos efeitos de abertura dos quais a espectroscopia do SDSS é refém, de modo que podemos levar nossa análise ao patamar livre desta limitação.

### 3.1 AMOSTRA

Para isso, precisamos primeiramente de uma amostra SDSS-WISE compatível, o que é feito através de um *match* entre o catálogo do SEA-Gal/STARLIGHT e o catálogo de galáxias disponibilizado pelo WISE. Analisamos individualmente as bandas do WISE:  $W1$  e  $W2$  representam partes do espectro em que a emissão é majoritariamente estelar ou poeira mais quente ( $T \geq 100$  K), enquanto as bandas  $W3$  e  $W4$  correspondem à emissão de poeira morna ( $T \sim 60$  K) e fria ( $T \leq 50$  K), respectivamente. Como

a banda  $W4$  é pouco sensível, uma vez que a temperatura da poeira está mais próxima da temperatura do detector, optamos por não utilizá-la. Entre as duas que representam melhor o fluxo estelar,  $W1$  e  $W2$ , a escolha foi feita com base na ausência de emissão de PAH dentro da região de detecção:  $W1$  tem uma banda de PAH pronunciada em  $\lambda \sim 3 \mu\text{m}$ . Desse modo, ficamos com  $W2$  por apresentar mais o contínuo de emissão de poeira quando esta está presente (Martini et al., 2013), e com  $W3$ , que possui fortes bandas dentro da faixa de transmitância do filtro e representa melhor regiões de formação estelar, normalmente ricas em poeira e moléculas de PAH (Draine & Li, 2007; da Cunha et al., 2008).

Outro critério geral aplicado é  $SN_\lambda > 3$  para os fluxos nas bandas  $W2$  e  $W3$ , que utilizamos neste trabalho. Isto caracteriza a nossa amostra SWL, que contém 447 872 galáxias. Ao longo deste capítulo, outros critérios serão aplicados sempre que necessário, como é o caso de  $SN_\lambda > 3$  para as linhas de emissão utilizadas no momento. No entanto, esses critérios são utilizados somente quando necessários.

## 3.2 A DUALIDADE NO WISE

A região espectral do infravermelho médio apresenta característica dual nas suas cores. Cluver et al. (2014), em seu estudo da caracterização de diferentes tipo de fontes no contexto do diagrama cor-cor  $W1 - W2 \times W2 - W3$  notaram objetos com formação estelar tem  $W2 - W3 > 1,5$  (as magnitudes do WISE serão sempre no sistema Vega, padrão deste *survey*, ao longo de todo o capítulo), enquanto estrelas ocupam o outro extremo. No entanto, esta dualidade pode ser levada a outro nível, diretamente relacionado às classes espectrais de galáxias, separando aquelas em que há formação estelar daquelas que não o tem. Notamos que  $W2$  é mais intenso para galáxias dominadas por populações estelares velhas, enquanto  $W3$  será mais pronunciado para espirais com formação estelar. Essas características fazem com que as galáxias apresentem uma forte dualidade na cor  $W2 - W3$ . A Figura 3.1 mostra os diagramas WHAN e BPT para a amostra SWL. Somente um critério adicional é acrescentado àqueles definidos na Seção 3.1:  $SN_\lambda > 3$  para as linhas envolvidas em cada diagrama. Com isso, 403 015 galáxias são classificadas pelo diagrama WHAN e 274 444 pelo BPT. Observe a característica dual no diagrama WHAN, com as SF sendo mais brilhantes em  $W3$  e as aposentadas o sendo em  $W2$ .

### 3.2.1 A divisão SF/aposentadoria

Nós agora consideramos as classes definidas pelo método WHAN para encontrar o valor de  $W2 - W3$  que melhor divide a nossa amostra entre

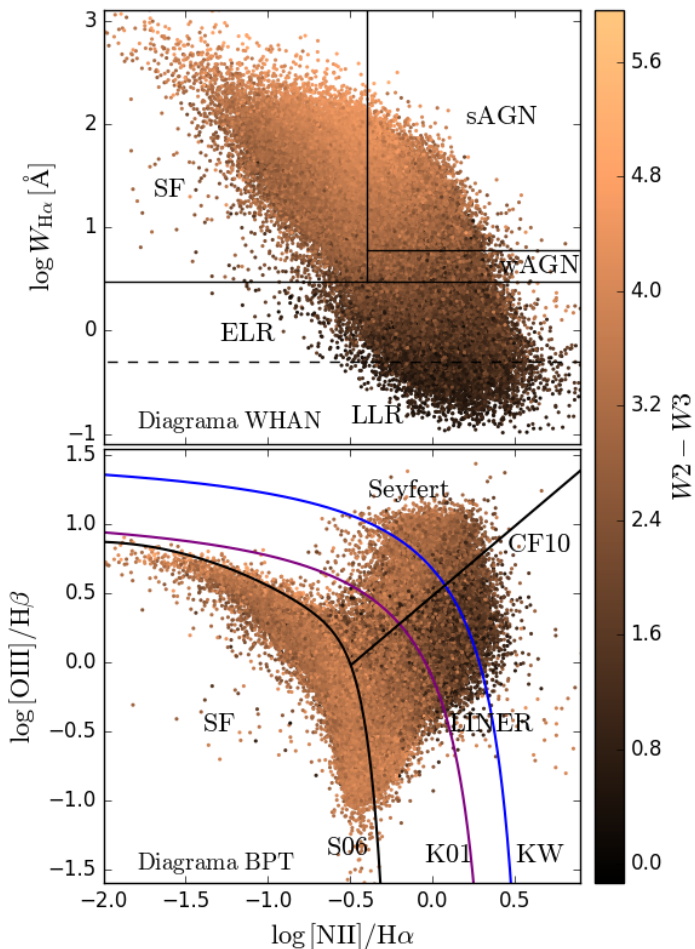


Fig. 3.1: Diagramas WHAN e BPT coloridos por  $W2 - W3$ . WHAN: as classes mostradas são as definidas por CF10. BPT: as linhas representam os limites SF/AGN de S06, o limite de “puro AGN” de K01, e de “extremo AGN” de KW (ver Seção 3.3. Ambos os diagramas estão coloridos por  $W2 - W3$  seguindo a escala da barra lateral.

formação estelar e a ausência dela. A Figura 3.2a mostra os histogramas das classes WHAN. As classes SF, sAGN, wAGN e ELR são as definidas pelo método WHAN e mostradas na Figura 3.1. Já as galáxias que, por definição não possuem linhas ( $W_{H\alpha} < 0,5 \text{ \AA}$ ; LLR), compõe a única classe em que não aparecem todos os objetos no diagrama WHAN da Figura 3.1. Como lá há o critério do SN para as linhas envolvidas, a maior parte dos integrantes dessa população fica fora do diagrama: Suas linhas são tão fracas ou definitivamente inexistentes que não podem ser medidas, e consequentemente, estas galáxias não são mostradas na figura.

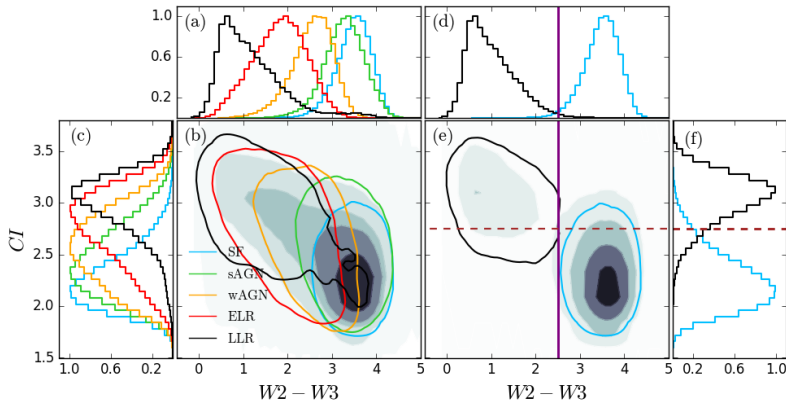
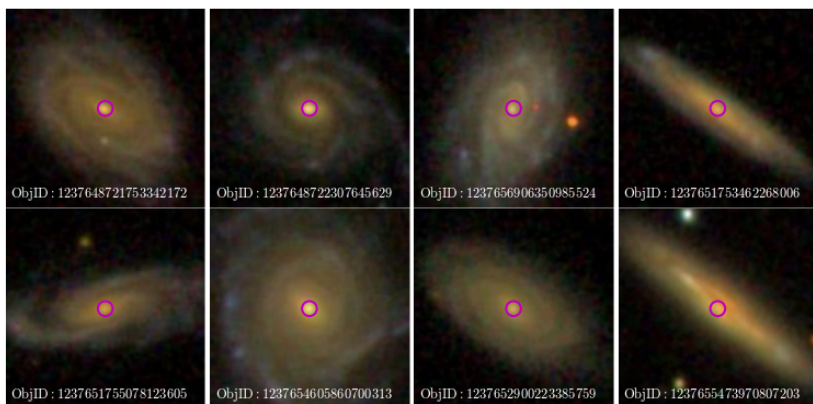


Fig. 3.2: (a) Histogramas das classes WHAN SF, sAGN, wAGN, ELR e LLR (azul, verde, cinza, vermelho e preto, respectivamente), para a cor  $W2 - W3$ . (b) Diagrama  $W2 - W3$  vs  $CI$  para as mesmas classes WHAN do painel (a), com os contornos indicando o percentil 90 correspondente a cada classe. As áreas sombreadas contêm 90, 75, 50 e 25% dos pontos de todas as galáxias (de fora para dentro, respectivamente). (c) Histogramas das classes do WHAN em termos do  $CI$ . Em (d), (e) e (f), o mesmo que para (a), (b) e (c), respectivamente, para as classes SF e LLR após extrair os objetos bojo aposentados. A linha contínua púrpura representa nosso divisor “ideal” entre galáxias com e sem formação estelar ( $W2 - W3 = 2,5$ ) e a linha tracejada marrom marca a melhor divisão entre galáxias SF e LLR em termos do índice de concentração ( $CI = 2,75$ ), ambos calculados na Seção 3.2.1.

A Figura 3.2b mostra a distribuição das classes WHAN no plano  $W2 - W3$  vs índice de concentração ( $CI$ ; Morgan, 1958; Strateva et al., 2001), definido como a razão entre o raio petrosiano (Petrosian, 1976a,b) na banda  $r$  que contém 90% da luz da galáxia por aquele que contém 50% dela. Cada



uma das classes é representada por uma cor: azul, verde, cinza, vermelho e preto para SF, sAGN, wAGN, ELR e LLR, respectivamente. Quando observamos a Figura 3.2a, percebemos que há um grupo de galáxias sem linhas exatamente dentro do grupo de SF: São galáxias em que a fibra cobre apenas uma parte central constituída apenas por populações estelares velhas, sendo por isso classificadas pelo WHAN como aposentadas. No entanto, são espirais com SF, o que também é indicado pelo seu  $CI$ , i.e. são galáxias de bojo aposentado. A Figura 3.3 mostra alguns exemplos de imagens do SDSS, randomicamente escolhidas, cuja classificação espectral baseada nas linhas de emissão indica que sejam LLR, enquanto o que de fato se está classificando é apenas o bojo aposentado, perdendo a formação estelar nas partes externas, responsáveis pelas cores do WISE.



*Fig. 3.3:* Exemplos de LLR com cores típicas de galáxias com formação estelar, objetos estes que correspondem à cauda observada no histograma preto da Figura 3.2a. Os círculos púrpura correspondem às posições da fibra de 3 arcsec do SDSS que extraiu o espectro de cada galáxia. Estas galáxias tem bojos aposentados (por isso classificadas como LLR pelas linhas), mas possuem discos com formação estelar que não são observados pela fibra, de onde vem sua cor  $W2 - W3$ .

Usando os dados catálogo do Galaxy Zoo 1, selecionamos apenas LLRs que tenham probabilidade maior que 0,5 de serem elípticas. Com isso, temos nossa amostra “bona fide”, cujas galáxias não possuem de fato formação estelar, nem mesmo nas partes externas, com um total de 23 142 objetos (70% da amostra original de LLRs). Isto posto, observamos na Figura 3.2d que a corcova que aparece no histograma das LLR no painel 3.2a em  $W2 - W3 > 2$  de fato desaparece.

Tomamos então apenas as duas classes extremas, SF e LLR, para encontrar o valor que melhor identifica entre estas duas classes. Usamos as definições de completeza ( $\mathcal{C}$ ; quantas galáxias de uma dada classe são realmente classificadas pela divisão) e confiabilidade ( $\mathcal{R}$ ; quantas galáxias classificadas como uma classe são de fato pertencentes a ela) usada antes em Strateva et al. (2001) e Mateus et al. (2006), de forma que maximize o produto  $\mathcal{P} = \mathcal{C}_{\text{SF}} \times \mathcal{R}_{\text{SF}} \times \mathcal{C}_{\text{LLR}} \times \mathcal{R}_{\text{LLR}}$ . Este procedimento nos dá um valor de  $W2 - W3 = 2,5 \pm 0,19$  mag e  $CI = 2,75 \pm 0,09$  como melhor divisão entre as galáxias que populam os extremos de  $W2 - W3$  e  $CI$ . Como comparação, para o  $CI$ , Strateva et al. (2001) e Mateus et al. (2006) encontram  $CI = 2,63$  e  $2,62$ , respectivamente, utilizando o mesmo procedimento em outro contexto e amostras ligeiramente diferentes. Estes resultados são mostrados pela Figura 3.2 como linha tracejada para o  $CI$  e contínua para  $W2 - W3$ .

### 3.3 A SELEÇÃO DAS LINERS

Nós agora definimos as subamostras que serão utilizadas ao longo deste capítulo. Iremos selecionar aqui somente galáxias classicamente definidas como LINERs no diagrama BPT. Por simplicidade, utilizamos somente as linhas [O III], H $\beta$ , [N II], e H $\alpha$ , sem adicionar informação sobre [S II] $\lambda\lambda 6716,6731$  e [O I] $\lambda 6300$  como proposto por Kewley et al. (2006), já que isso somente reduz o tamanho da amostra de LINERs sem alterar suas propriedades, como mostrado por CF10. As linhas utilizadas para a seleção das subamostras correspondem às separações de SF/AGN de S06, K01 e Kozieł-Wierzbowska et al. (in prep; a partir daqui KW)<sup>1</sup>, e à separação Seyfert/LINER de CF10. Todas as linhas são visualizadas na Figura 3.1. Esta seleção nos deixa com um total de 129 606 galáxias na amostra i.e. selecionada com a divisória SF/AGN de S06, à qual chamaremos amostra S06-LINERs. Segundo S06, quanto mais à direita dessa linha a galáxia estiver, menor será a contribuição de formação estelar para as linhas de emissão e mais necessário será a presença de outra fonte de ionização.

A segunda subamostra segue a definição clássica do máximo de contribuição de formação estelar de K01. Esta amostra compreenderá apenas aqueles objetos classicamente definidos como “puro AGNs” e lhe daremos o nome de amostra K01-LINERs. A última subamostra será definida por KW e é um extremo de AGN (onde não haveria nenhuma contribuição de formação estelar. A esta, chamaremos amostra KW-LINERs. O número de objetos em cada subamostra é 129 606 para S06, 22 195 para K01 e 3085 para KW-LINERs. Ao longo do restante deste capítulo, utilizaremos

<sup>1</sup> A linha KW segue a equação  $\log [\text{O III}]/\text{H}\beta = \frac{0,61}{\log [\text{N II}]/\text{H}\alpha} + 1,59$ .

apenas estas definições para o que segue, impondo ainda a condição de  $SN_\lambda > 3$  para as bandas  $W2$  e  $W3$ . Lembramos que agora, como estamos lidando com o BPT, as quatro linhas de emissão envolvidas também estão sujeitas à condição do sinal-ruído ( $SN > 3$ ).

### 3.3.1 O diagrama $W2 - W3$ vs $W_{H\alpha}$

Para verificar o comportamento das galáxias classificadas via linhas de emissão, resolvemos utilizar da vantagem de que a fotometria do WISE não é dependente da abertura para testar o comportamento dos métodos clássicos de classificação espectral. Usamos esta ferramenta em conjunto com os dados das linhas de emissão, especialmente a largura equivalente de  $H\alpha$ . Embora  $H\alpha$  seja dependente da abertura da fibra, as duas medidas mostram uma grande correlação com a taxa de formação estelar (e.g. Rosario et al., 2013), proporcionando um variado apanhado de possibilidades.

A Figura 3.4 mostra todos os objetos classificados pelo diagrama BPT, bem como as galáxias da amostra S06-LINERs, no espaço de  $W_{H\alpha}$  como função da cor  $W2 - W3$  (WHAW). Na mesma figura são apresentados os histogramas dessas duas distribuições sobre os dois parâmetros utilizados. É fácil ver que muitas das galáxias tipo LINER têm cor e largura equivalente proporcionais às com emissão MIR típica de poeira morna, com bastante emissão em  $W3$ .

A distribuição no plano WHAW possui uma relação linear crescente. Na Figura 3.4 também visualizamos a reta  $\log W_{H\alpha} = 0,55 \times (W2 - W3) - 0,69$  que melhor representa a distribuição das galáxias classificadas pelo BPT, cujos coeficientes foram obtidos a partir da minimização do  $\chi^2$ . Será utilizada apenas como um ponto fixo de visual nos diagramas a seguir.

A relação entre  $W_{H\alpha}$  e  $W2 - W3$  também depende das características da poeira (massa, densidade, temperatura, etc.), uma vez que ambos aumentam com a quantidade de poeira na galáxia (à exceção das galáxias obscurecidas por poeira, as DOGs (de *Dust Obscured Galaxies*), onde o fluxo de  $H\alpha$  é mitigado), que por sua vez depende da massa da galáxia em si, embora a massa de poeira relativa à de estrelas seja decrescente (Donoso et al., 2012b; Clemens et al., 2013; Santini et al., 2014; Zahid et al., 2014).

A Figura 3.5 mostra a distribuição das três classes de galáxias classificadas pelo método BPT em termos das divisórias S06 e CF10, agrupadas em bins de massa estelar (calculados pelo SEAGal/STARLIGHT, em unidades de massa solar) e coloridos pelo índice de concentração ( $CI$ ). A localização dos pontos com respeito à reta do ajuste para as galáxias do BPT mostra que a relação entre  $W_{H\alpha}$  e  $W2 - W3$  depende da massa, especialmente para objetos com formação estelar. As galáxias tipo-LINER têm

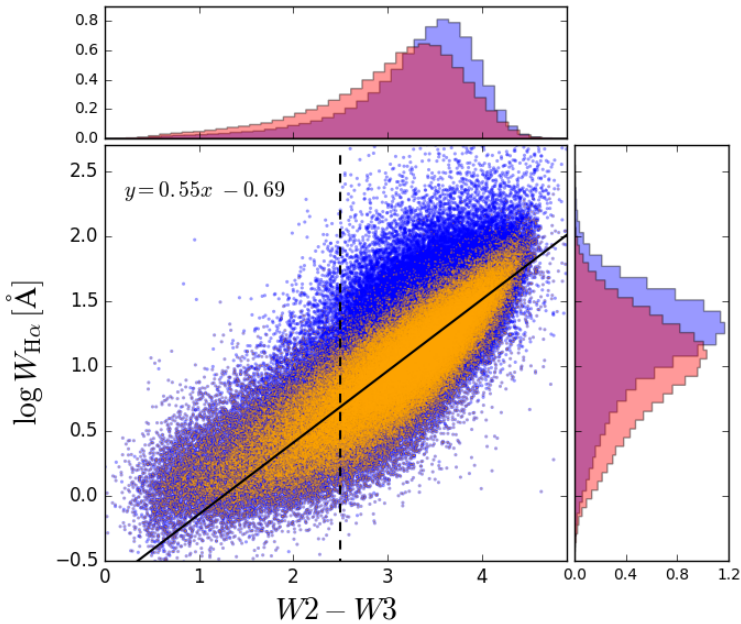
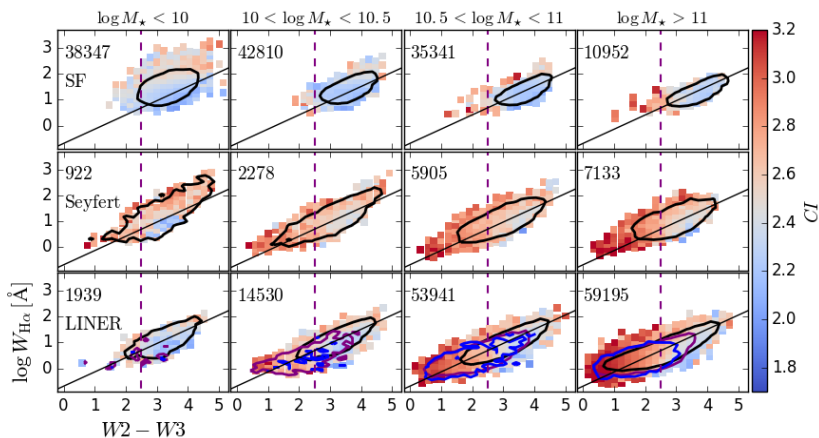


Fig. 3.4: O diagrama WHAW. Os pontos azuis são todas as galáxias do BPT. Os pontos alaranjados são as galáxias tipo LINER classicamente selecionadas a partir da linha divisória SF/AGN de S06 e pela divisão Seyfert/LINER de CF10. Os painéis do topo e à direita mostram os histogramas ponderados pela área de  $W2 - W3$  e  $W_{H\alpha}$ , respectivamente. A linha tracejada é a linha divisória entre SF e LLR para  $W2 - W3 = 2,5$  mag, enquanto a linha contínua preta representa a reta de melhor ajuste para as galáxias do BPT. A linha contínua representa o ajuste ( $\log W_{H\alpha} = 0,55 \times (W2 - W3) - 0,69$ ) para todas as galáxias classificadas pelo método BPT (pontos azuis) que será utilizada como ponto de referência fixo nos diagramas similares seguintes.

distribuição pronunciados sobre o espaço WHAW e ocupam um grande intervalo de valores de  $W2 - W3$ , indo desde  $W2 - W3 = 0$  até  $W2 - W3 = 5$ . Podemos inferir disso que este tipo de objeto possui diferentes tipos de reservatórios de material, desde aqueles que praticamente não possuem poeira até outros com quantidade significativas dela ( $M \sim 10^8 M_{\odot}$ ). É também devido a isso o diversificado espaço de parâmetros ocupados por este grupo no diagrama WHAW.



*Fig. 3.5:* Diagrama WHAW em bins de 0,5 dex de massa estelar (em unidades solares e cujo intervalo está descrito no topo) para as galáxias classificadas pelo BPT. Painéis superiores: galáxias S06-SF. Painéis do meio: galáxias S06-Seyfert. Painéis inferiores: galáxias S06-LINERs. Os contornos em cada painel representam o 90<sup>o</sup> percentil da respectiva distribuição: linha preta são BPT-S06 SF, Seyfert e LINERs (de cima para baixo, respectivamente); a linha púrpura são K01-LINERs e em azul são as KW-LINERs. A linha tracejada roxa representa nossa separação SF/LLR para  $W2 - W3 = 2,5$  e a linha preta o ajuste  $\log W_{H\alpha} = 0,55 \times (W2 - W3) - 0,69$  para todas as galáxias classificadas pelo BPT. O número de objetos dentro de cada painel está marcado na respectiva legenda. Os pontos estão coloridos pelo índice de concentração, cuja escala é indicado pela barra lateral.

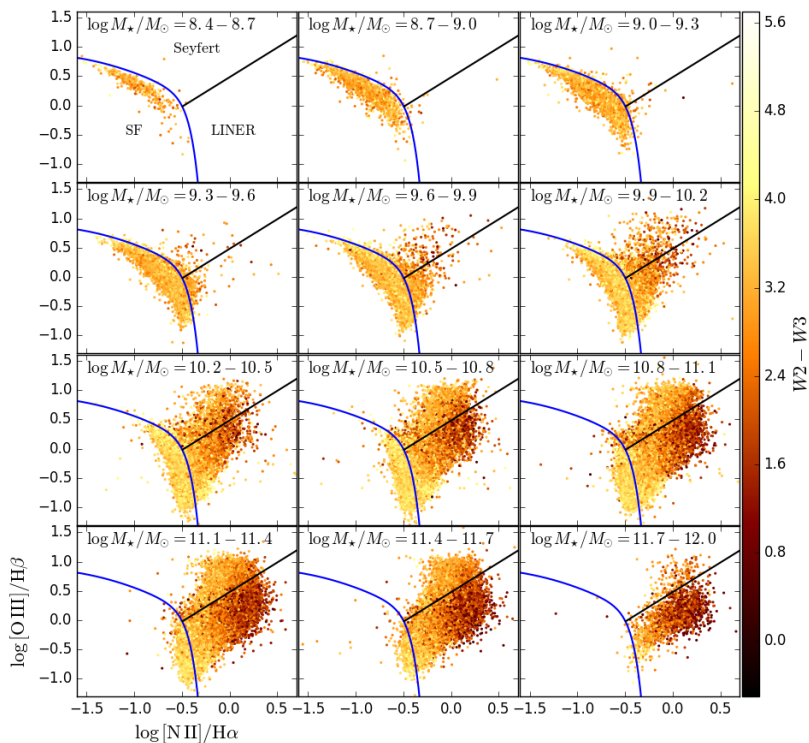
A Figura 3.6 mostra o diagrama BPT dividido em bins de massa estelar, onde vemos o comportamento das três classes com a variação da massa e de  $W2 - W3$ . Um diagrama semelhante é observado em Stasińska et al. (2015), apenas com uma perspectiva diferente. Para galáxias Seyfert, a relação é quase independente da massa estelar, com aproximadamente

80% (fração calculada sobre a amostra) das galáxias mostrando características de formação estelar em andamento. Isto aponta para uma possível correlação entre a formação estelar e o processo que rege o núcleo ativo, possivelmente conectado com a massa de gás disponível para ambos os processos. De fato, Rosario et al. (2013) mostram que, no caso de Seyferts, há uma estreita correlação entre a taxa de formação estelar (SFR) estimada a partir da emissão em  $12\ \mu\text{m}$  e a luminosidade de [O III], este último medido por Kauffmann & Heckman (2009). Entretanto, em virtude do tamanho limitado da fibra usada para extrair os espectros pelo SDSS, esta relação não é encontrada diretamente nas linhas de emissão utilizadas na classificação do BPT.

Para as galáxias LINERs, o efeito mais proeminente diz respeito à larga faixa de valores de  $W2 - W3$  que estas assumem, indo desde a região em que se apresentam as galáxias sem linhas de emissão até o extremo oposto, cujo mecanismo de emissão principal é emissão de regiões de formação estelar. Vemos também que a faixa ocupada por estes objetos é maior quanto maior é a sua massa. As LINERs de menor massa ocupam a mesma região das SF. Vemos também que para as maiores massas, KW-LINERs e, em menor quantidade as K01-LINERs, são majoritariamente encontradas na região da cor  $W2 - W3$  cuja emissão é proveniente de outro processo que não formação estelar, possivelmente devido às HOLMES. Em resumo, temos galáxias do tipo-LINER por todo tipo. Mas as que estão localizadas em  $W2 - W3 > 2,5$  se localizam mais próximas da linha de S06 e são menos massivas. Já as mais massivas estão em todos os espaços.

### 3.3.2 A metalicidade e a emissão em $W2 - W3$

Em geral, quanto mais massivas forem as galáxias, menor será a presença de formação estelar (Mateus et al., 2006). A sequência em massa, além de apontar para uma diminuição dos fótons  $H\alpha$ , segue uma relação estreita com a metalicidade (relação massa-metalicidade; Tremonti et al., 2004; Kewley & Ellison, 2008), que por sua vez está associada à história de formação estelar, à atenuação e tem como uma das consequências de sua existência, a formação de poeira (Draine & Li, 2007; Santini et al., 2014). Referimos ao leitor a Figura 3.7, que mostra o diagrama BPT dividido em bins de  $W2 - W3$  nos quais é indicada a massa mediana. Note que para as LINERs, o aumento de  $W2 - W3$  também representa a diminuição da metalicidade, como era de se esperar (e.g. Silva et al., 1998b), uma vez que este grupo representa os objetos mais massivos e com populações estelares quimicamente mais evoluídas (Pei et al., 1999; Santini et al., 2014; Rémy-Ruyer et al., 2014). Estes objetos, mesmo sendo mais evoluídos quimicamente (são mais “metálicos”), não possuem emissão em



*Fig. 3.6:* Diagrama BPT em bins de 0,3 dex de massa estelar (em unidades solares e cujo intervalo está descrito no topo). Os pontos são coloridos com a cor  $W2 - W3$ , cuja escala é mostrada pela barra lateral. As linhas azul e preta são as divisórias SF/AGN de S06 e Seyfert/LINER de CF10. A faixa compreendida por cada bin de massa é mostrada pela legenda de cada painel.

$W2 - W3$  porque não têm mais gás e poeira que promova absorção eficiente da radiação emitida pelas estrelas, e que seria reemitida em  $12 \mu\text{m}$ .

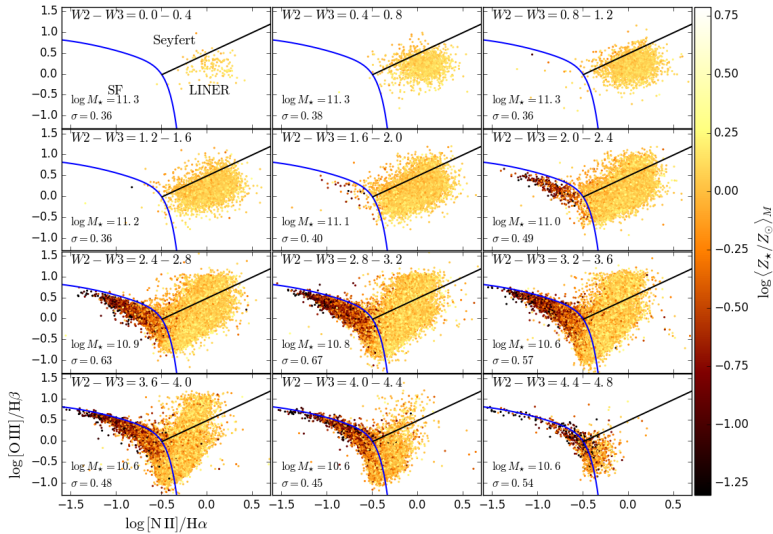


Fig. 3.7: Diagrama BPT em bins de 0,4 mag de  $W2 - W3$  colorido pela metalicidade, cuja escala é indicada pela barra lateral. Dentro de cada painel é indicado a faixa de cor  $W2 - W3$  correspondente, bem como a massa estelar mediana de  $\log M_*$  e seu desvio padrão  $\sigma$ .

Uma característica que chama bastante atenção está nos objetos que estão sobre ou imediatamente à esquerda da divisória de S06. Se observarmos a Figura 3.1 atentamente, notamos que esta faixa contém os objetos com maiores valores de  $W2 - W3$ , até mesmo maior que as SF mais da esquerda da divisória.

Na Figura 3.7 vemos que as galáxias da asa esquerda do BPT destacam-se por deterem os menores valores de metalicidade. No entanto, à medida que aumentamos os bins de  $W2 - W3$ , percebemos que as SF mais próximas e na parte de baixo do diagrama detêm valores maiores de metalicidade, indicando que a cor está relacionada com a metalicidade.

No lado direito da linha S06, o mesmo fenômeno é observado na Figura 3.1, indicando que as LINERs desta faixa também possuem grandes quantidades de poeira morna. Sabemos que as LINERs são mais massivas e, de Cid Fernandes et al. (2007) e Asari et al. (2007), sabemos que as SF



crecem em massa e metalicidade a partir da ponta da asa esquerda até a base do BPT.

Para investigar apropriadamente esta relação, observamos as galáxias classificadas pelo BPT no plano de  $W2-W3$  como função da massa estelar. O resultado é mostrado pela Figura 3.8a, onde colorimos a distribuição pelos valores de metalicidade estelar obtidos pela síntese espectral com o código STARLIGHT. Observamos que os objetos com menores valores de metalicidade ocupam o espaço de menor massa e valores grandes da cor MIR. Já as galáxias de maior metalicidade ocupam o espaço das maiores massas, mas que estende-se até a cor relativa à formação estelar. Isto é bastante intrigante, uma vez que há um grande número de objetos massivos e “metálicos” que possuem valores de  $W2-W3$  característicos de formação estelar.

A fim de estudar estas galáxias, selecionamos somente aquelas com  $W2 - W3 > 2,5$ , da Seção 3.2.1, e  $\log M_*/M_\odot > 10,67$ , calculado em Mateus et al. (2006). Esse procedimento identifica os objetos massivos que estão acima dos pontos de transição entre presença e ausência de formação estelar. A Figura 3.8c mostra a distribuição dessa amostra sobre o plano do BPT, onde observamos que são justamente eles que correspondem aos objetos observados com  $W2 - W3$  muito grande próximo à divisória “puro SF”/AGN de S06, além da maior parte das galáxias Seyfert e uma grande porção das LINER. Estas últimas, por sua vez, também representam os objetos mais brilhantes imediatamente à direita da linha S06. E mais que isso: são ambos dotados de alta metalicidade.

Tornando ainda mais restritivo, selecionamos somente as S06-SF e plotamos no espaço  $M_*$  vs  $W2 - W3$ . O que vemos é uma sequência linear de cor, massa e metalicidade, como mostra a Figura 3.8b. Da mesma forma, separamos somente objetos acima dos limites de transição de massa de cor MIR, cujo resultado para o BPT é mostrado pela Figura 3.8d. Vemos que são as galáxias mais massivas e com maior metalicidade que detêm as maiores contribuições em  $W2 - W3$  na Figura 3.8.

Podemos concluir, portanto, que a emissão que dá origem àqueles valores grandes de  $W2 - W3$  é proveniente de uma composição entre a quantidade total de poeira disponível nesses objetos e sua metalicidade, além de terem uma taxa de formação estelar razoavelmente elevada.

Outra característica notável que identificamos na Figura 3.8 é a existência de objetos massivos ( $\log M_*/M_\odot > 10,67$ ) que detêm os maiores valores de  $W2 - W3$ , porém com muito baixa metalicidade média, o que não era esperado. São objetos massivos o suficiente para terem passado pelos processos de enriquecimento químico, uma das consequências do crescimento em massa. A fração deles dentro da amostra é pequena, menor

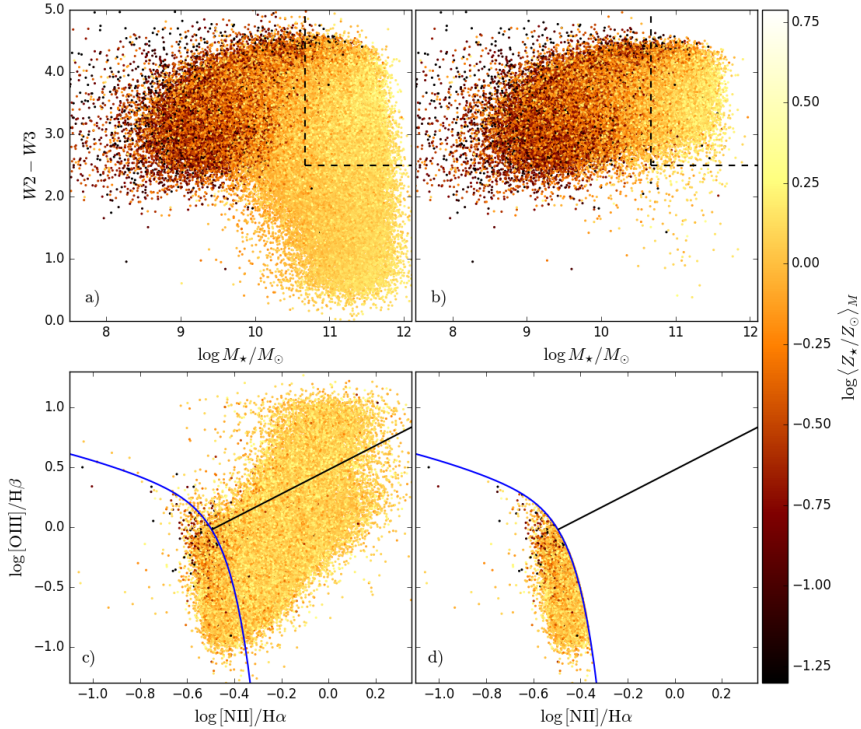


Fig. 3.8: Os painéis a) e b) mostram o digrama  $W2 - W3$  vs  $M_*$  para todas as galáxias do BPT e as S06-SF, respectivamente. As linhas tracejadas representam a identificação do conjunto de galáxias com  $W2 - W3 > 2,5$  mag e  $\log M_*/M_\odot > 10,67$ . Os painéis c) e d) mostram o diagrama BPT para as galáxias selecionadas pelas linhas tracejadas nos painéis a) e b), respectivamente. Os pontos estão coloridos pela metalicidade estelar média, cuja escala é mostrada pela barra lateral. As linhas contínuas azul e preta em c) e d) representam, respectivamente, as divisórias de SF/AGN de S06 e de Seyfert/LINER de CF10.

que 10% do total de galáxias S06-SF. No entanto, são objetos que tem potencial interessante e podem ser objetos que estão passando (ou passaram muito recentemente) por uma grande fusão, de forma a ganharem muita massa sem tempo suficiente para forjarem sua cota de metais. Porém, não iremos investigar a natureza singular deste grupo por fugir ao escopo deste trabalho. Deixaremos em aberto para futuras investigações.

### 3.4 AS GALÁXIAS TIPO LINERS E O DIAGRAMA WHAW

Nesta seção, iremos restringir-nos a analisar qual o comportamento dos objetos classicamente considerados detentores de região nuclear de baixa ionização (LINER). A Figura 3.9 mostra nossas três amostras selecionadas na Seção 3.3 (S06-LINERs, K01-LINERs e KW-LINERs). Cada subamostra é dividida de acordo com o valor de  $R_f$ , o raio galáctico em kpc correspondendo à cobertura da fibra de 1,5" do SDSS. Consideramos três raios: i)  $R_f < R_{50}/4$ ; ii)  $R_{50}/4 < R_f < R_{50}/2$ ; e iii)  $R_{50}/2 < R_f < R_{50}$ , onde  $R_{50}$  é o raio fotométrico Petrosiano da galáxia que contém 50% da luz na banda  $r$ , em kpc (Petrosian, 1976a). Nesta figura, seguimos nosso código de cores para cada classe WHAN (mesmo que mostrado na Figura 3.2) para identificar cada classe espectral. À direita da linha divisória em  $W2 - W3 = 2,5$  mag (linha sólida preta), estão as galáxias que ainda possuem formação estelar (tem poeira morna e podem ou não hospedar um AGN), enquanto no lado esquerdo estão os objetos em que são as populações velhas velhas ou AGN que contribuem para a emissão. Em todos os painéis é mostrado o número de objetos de cada classe WHAN localizado à direita e à esquerda da divisória.

#### 3.4.1 Efeitos de abertura sobre o BPT e o WHAN

Da Figura 3.9, vemos que uma fração das galáxias ELR tem altos valores de  $W2 - W3$ , indicando a presença massiva de poeira morna característica de regiões de formação estelar. Este marcador apresenta uma relação conflitante com a estimativa tomada a partir das linhas de emissão, onde  $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$  sinaliza para a ausência de formação estelar. Este resultado está diretamente correlacionado com a abertura da fibra utilizada na obtenção do espectro. Vejamos na linha de painéis central da Figura 3.9, que contém as K01-LINERs, relativamente à cobertura da fibra: A partir dos números listados nos painéis, a proporção de galáxias ELR com  $W2 - W3 > 2,5$  decresce de 23, 12 e 7% para cobertura da fibra  $< 1/4$ ,  $1/4$  a  $1/2$ , e  $> 1/2$  de  $R_{50}$ , respectivamente. Este padrão continua válido para as outras subamostras, apenas com diferentes valores fracionários.

Isto ocorre porque a classificação do WHAN é dependente da abertura da fibra, sendo que para menores valores de  $R_{50}$ , apenas o bojo velho e aposentado é observado, mesmo mecanismo que já discutimos na Seção 3.2.1, com exemplos deste tipo de objeto sendo mostrados pela Figura 3.3. Pela mesma razão, encontramos nesta mesma seção que objetos claramente *late-type*, com extensas regiões de formação estelar são selecionadas como ELR pelo diagrama WHAN (este tipo de objeto foi recentemente observado por Gomes et al., 2016a).

Para a faixa de redshift que estamos adotando ( $z < 0,2$ ), o tamanho da fibra irá afetar todas as galáxias observadas. Isto é essencialmente verdade para galáxias espirais massivas cuja inclinação faz com que sejam *face-on*, nas quais a fibra não observa nenhuma parte de seus braços espirais. Mesmo para as maiores distâncias às quais correspondem nossa amostra, apenas poucos kpc centrais são observados, de forma que tanto o BPT quanto o WHAN são necessariamente dependentes da abertura. Naturalmente, à medida que a abertura angular da fibra cresce (com o aumento da distância), o fluxo observado corresponde a uma parte maior dos emissores da galáxia, fazendo com que a assinatura de AGN e do bojo velho seja diluída, tornando-se mais fraca. Para galáxias *early-type*, o efeito da abertura será menos dramático, uma vez que estas possuem populações estelares mais uniformemente distribuídas (González Delgado et al., 2015).

### 3.4.2 A natureza das galáxias tipo LINER

Quando analisamos as galáxias tipo LINER classificadas pelo BPT sobre o espaço WHAW, percebemos que este grupo tem considerável formação estelar, mesmo aquelas classicamente denominadas “puro AGN” (K01-LINERs). Estas galáxias têm altos valores em ambas as medidas de  $W_{H\alpha}$  e  $W2 - W3$ , e são majoritariamente classificadas como tendo AGN forte e/ou fraco pelo diagrama WHAN (pontos verde e cinza na Figura 3.9). Já para a subamostra mais restritiva (KW), a maioria dos objetos tem características de galáxias aposentadas, o que é compreensível quando analisamos a cor na Figura 3.1: As galáxias das partes mais extremas da asa direita do diagrama BPT são mais passivas à medida que aumentamos os valores da razão  $[N II]/H\alpha$ .

Por outro lado, uma fração considerável dessas LINERs não é de fato hospedeira de AGN, mas suas linhas de emissão são providas pela radiação das HOLMES, como arguido por S06, CF10 e CF11. Elas têm pequenos valores de  $W2 - W3$  e  $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$ , sendo que o valor de  $[N II]/H\alpha > -0,4$  as põe na asa direita do diagrama BPT (região de AGN), mas não tem realmente núcleo ativo. De fato, o cenário em que as BPT-LINER não necessariamente hospedam um AGN já foi mostrado por Singh et al. (2013), que

encontraram apenas uma pequena fração dessas galáxias com um buraco negro supermassivo realmente ativo na região central. Notamos também na Figura 3.9 que a fração de galáxias com características de formação estelar diminui ao longo da sequência S06-K01-KW, como esperado.

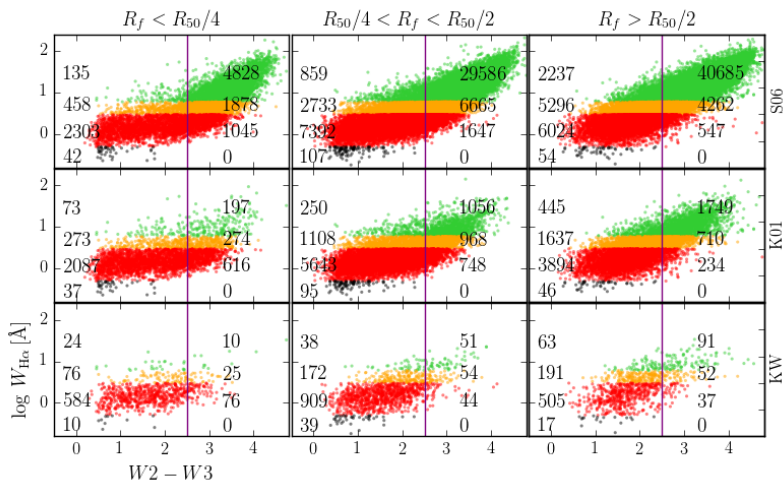


Fig. 3.9: As LINERs no diagrama  $W2 - W3$  vs  $W_{H\alpha}$  (WHAW). Cada linha apresenta uma das três subamostras de LINER da Seção 2.3, identificado na lateral da coluna da direita por S06, K01 e KW. O eixo vertical é a medida da  $W_{H\alpha}$  dividido em bins de raio de cobertura da fibra, indicado na legenda de cada painel. As cores representam as classes WHAN: sAGN, wAGN, ELR e LLR (verde, laranja, vermelho e preto, respectivamente). A linha vertical preta é a divisória  $W2 - W3 = 2,5$  mag calculada na Seção 3.2.1. Os números dentro de cada painel representam o número de objetos de cada classe em cada lado da divisória  $W2 - W3 = 2,5$  mag.

Vamos deixar claro que não estamos dizendo que baixa atividade nuclear não existe. Elas estão inclusas na nossa análise denominadas pelo WHAN como wAiN. O que obtemos com a nossa análise é que nas galáxias BPT-LINERs em que  $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$  não é um AGN a fonte primária da radiação ionizante. Nem mesmo uma fonte nuclear de baixa ionização, uma vez que quanto mais externamente ao núcleo se observam estes objetos, mais eles são identificados como ELR, quando são ionizados por HOLMES.

### 3.4.3 Efeitos de abertura e as BPT-LINER

Como a fotometria do WISE não sofre de efeitos de abertura, usamos a cor  $W2 - W3$  para investigar como a abertura limitada da fibra do SDSS afeta as classificações do BPT e do WHAN, especialmente para galáxias que supostamente têm um AGN. Nós tomamos as galáxias das nossas três subamostras (LINERs no BPT com diferentes limites), as quais, de acordo com a interpretação clássica do BPT, possuem um AGN. Entretanto, muitas delas tem contribuição de regiões de formação estelar, onde são chamadas de “compostas” e ocupam principalmente a região entre as divisórias SF/AGN de S06 e de K01.

Observamos na Figura 3.9 que uma grande parte das ELR possui cor  $W2 - W3$  característica de poeira quente, indicando a presença de formação estelar, especialmente aquelas com menor raio coberto pela fibra do SDSS ( $R_f < 2$  kpc). Por exemplo, para as S06-LINERs, dos números listados em cada painel referente a um raio diferente, temos que a proporção de galáxias com poeira morna é de 31% para  $R_f < R_{50}/4$ , 18% para  $R_{50}/4 < R_f < R_{50}/2$  e 9% para  $R_f > R_{50}/2$  (decrecente com aumento do raio angular da fibra). A mesma característica segue nas outras duas subamostras, K01-LINERs e KW16-LINERs, embora em proporções diferentes.

Isto ocorre quando a classificação WHAN é feita através do espectro coletado pela fibra de somente uma pequena parte central, cobrindo apenas um bojo velho, quando de fato as regiões externas ricas em formação estelar não são vistas. Este efeito também foi visto na Seção 3.2.1, em que há uma fração considerável ( $\sim 10\%$ ) dos objetos que são espirais com cor  $W2 - W3$  de galáxias SF. O mesmo foi recentemente observado por Gomes et al. (2016b) em galáxias espacialmente resolvidas.

Para a faixa de *redshift* que adotamos ( $z < 0,2$ ), este efeito estará presente para praticamente todas as galáxias. De fato, apenas para galáxias de baixa massa (pequenas) será possível observar as partes mais externas ao núcleo. Porém, estas galáxias são pouco brilhantes, de tal forma que quanto mais nos afastamos, menor é a quantidade delas que é observada, de modo que o efeito de abertura irá afetar toda a faixa de  $z$ . Em outras palavras, diagramas de diagnósticos por linhas de emissão cujo espectro foi obtido por uma fibra, sempre sofrerão com a limitação imposta pela abertura angular da fibra. Quando  $R_f$  aumenta, o espectro do SDSS irá observar partes maiores das galáxias e as assinaturas de AGN e das populações estelares velhas do bojo se tornarão mais fracas.

### 3.4.4 A contribuição desprezível do AGN para a emissão de LINERs em $W3$

Em toda nossa análise até aqui, não consideramos a possível contribuição de AGN para os fluxos do WISE. Para todos os efeitos, toda a contribuição de AGN na nossa amostra corresponde ao espaço entre os extremos de formação estelar (SF) e a ausência completa dela (LLR), sendo que nenhum proponente a AGN reivindica que seja diferente. Entretanto, alguns trabalhos indicam que a emissão de AGN pode contribuir significativamente para as cores do infravermelho médio, incluindo aí os fluxos do WISE (e.g. Mateos et al., 2012; Yan et al., 2013; Caccianiga et al., 2015).

Para avaliar se este tipo de contribuição é significativa para nossa amostra de LINERs, a Figura 3.10 mostra um diagrama cor-cor  $W2 - W3$  vs  $W1 - W2$ . Os pontos são coloridos segundo o valor de CI atribuído a eles. Nesta figura, também mostramos nosso divisor “ideal” definido na Seção 3.2.1,  $W2 - W3 = 2,5$ , bem como o critério para selecionar AGN proposto por Stern et al. (2012),  $W1 - W2 > 0,8$ , e a localização esperada para uma lei de potências, acima da qual é possível explicar a emissão como puramente proveniente de AGN (Caccianiga et al., 2015). A linha tracejada vermelha representa a região de AGN, definida por Mateos et al. (2012).

A Figura 3.10 mostra claramente que apenas para alguns objetos da nossa amostra sua emissão pode ser atribuída a um AGN. Para a grande maioria das BPT-LINERs, é a luminosidade da própria galáxia que domina a emissão MIR, evidenciada por sua posição relativa no diagrama  $W2 - W3$  vs  $W1 - W2$ .

Os contornos na Figura 3.10 representam o percentil 90 das subamostras S06, K01 e KW-LINERs. Um leve deslocamento da distribuição é observado seguindo a sequência S06-K01-KW na direção de menores valores de  $W2 - W3$  e  $W1 - W2$ . Se a contribuição de AGN para o MIR para esta sequência representasse uma maior emissão à medida que nos deslocássemos em direção ao extremo da asa direita do BPT, poderíamos esperar que a contribuição de AGN iria crescer com a sequência S06-K01-KW na direção de maiores valores de  $W1 - W2$ , o que não é observado. Em contrapartida, na Figura 3.9 vê-se muitos AGN ( $\sim 50\%$  da amostra S06-LINERs), resultado este que não concorda com a Figura 3.10, onde, para a mesma amostra, a fração de galáxias da mesma amostra que estão acima de  $W1 - W2 > 0,8$  é de apenas  $\sim 0,3\%$ . Galáxias Seyfert, mostradas pelo contorno verde na Figura 3.10, se espalham na direção da “região de AGN”, indicando uma maior contribuição da emissão do AGN para as cores do MIR. Ainda assim, a fração delas é pequena, com apenas  $8\%$  de todas as S06-Seyfert possuindo  $W1 - W2 > 0,8$ . Como o limite  $W1 - W2 = 0,8$

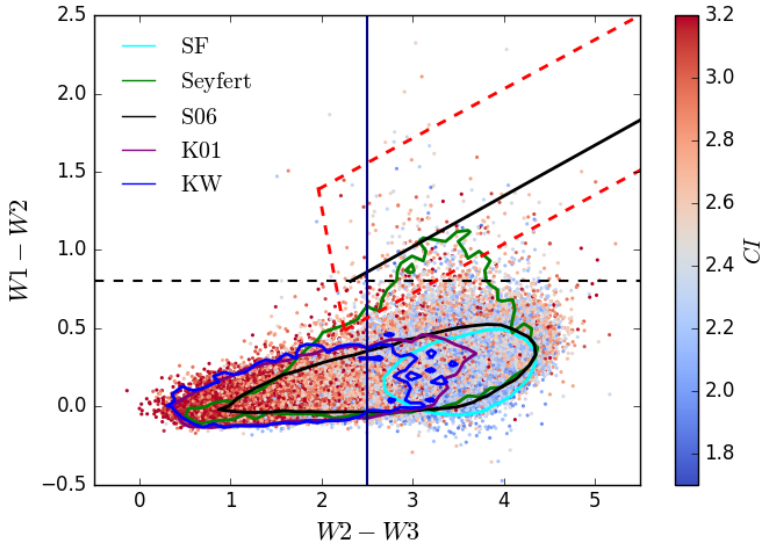


Fig. 3.10: Diagrama cor-cor  $W2 - 3$  vs  $W1 - W2$  para a amostra de galáxias BPT-LINER. Os pontos são coloridos em função do  $CI$ . Os contornos indicam o percentil 90 para cada subamostra de LINERs usando S06, K01 e KW, correspondentes às cores preto, púrpura e azul, respectivamente. Os contornos ciano e verde marcam a localização das galáxias SF e Seyfert selecionadas a partir de S06 no diagrama BPT (note que a figura não mostra os pontos para estas galáxias). A linha contínua vertical marca nosso melhor divisor entre formação estelar e galáxias aposentadas. A linha tracejada horizontal representa o critério de Stern et al. (2012) para selecionar AGNs a partir do infravermelho médio. A linha contínua diagonal representa a localização de uma lei de potências simples variando o *slope* proposta por Caccianiga et al. (2015), enquanto a linha tracejada vermelha delinea a “região de AGN” definida por Mateos et al. (2012).



é estipulado para contribuição apenas de núcleo ativo (sem contribuição de formação estelar), de forma que seja uma lei de potências pura, podemos inferir que mesmo nas Seyfert, o AGN contribui com apenas parte da radiação, com outra sendo produzida por estrelas jovens. Já nas LINERs a contribuição de regiões de formação estelar é, em geral, pequena. Para as galáxias deste tipo que possuem  $W1 - W2 < 0,8$  e  $W2 - W3 < 2,5$ , podemos inferir que o contribuinte majoritário da sua radiação não será nem de formação estelar, nem de núcleo ativo. Portanto, sua radiação será majoritariamente produzida por HOLMES.

### 3.5 RESUMO DO CAPÍTULO

Neste capítulo focamos nossa atenção nas galáxias classicamente definidas como *Low-Ionization Nuclear Region* (LINER) pelo método BPT. A esta classe de objetos é atribuída a existência de uma região nuclear de baixa ionização, por vezes associada a um núcleo ativo de baixa ionização. Estes objetos possuem linhas que exigem um campo radiativo duro em relação ao campo de radiação gerado por regiões de formação estelar. Porém, é “mole” quando comparado com o campo de galáxias do tipo Seyfert.

No entanto, como defendido por Stasińska et al. (2008), tal campo de radiação também pode ser provido por populações estelares evoluídas de baixa massa (HOLMES), que seriam responsáveis pela ionização do gás do meio interestelar. Posteriormente, Cid Fernandes et al. (2010) ampliaram esta análise para as populações de galáxias, considerando os objetos para os quais uma população de HOLMES dominaria a emissão no espectro visível. Estes objetos seriam predominantemente equivalentes às LINERs do BPT, de forma que uma parcela considerável ( $\sim 50\%$ ) do que até então era considerado um hospedeiro de AGN não possui de fato um núcleo ativo. Observações posteriores mostraram que, de fato, há galáxias com espectro tipo LINER para os quais a emissão é provida por fontes extensas, distribuídas nas partes externas ao núcleo (e.g. Singh et al., 2013; Gomes et al., 2016b).

A partir disso, selecionamos uma amostra de galáxias do SDSS, seguindo a Main Galaxy Sample (MGS), bem como com um limite para *redshift* de  $z < 0,2$ . Através de um *match* com o catálogo do *survey* WISE, selecionamos todas as galáxias que também satisfazem a condição  $SN_\lambda > 3$  para as bandas  $W2$  e  $W3$ .

Selecionada a amostra, a colocamos à luz do diagrama WHAN, separando nas 5 classes espectroscópicas definidas em Cid Fernandes et al. (2010). Em primeira aproximação, verificamos que muitas das assim definidas galáxias sem formação estelar, residem na região correspondente às

nuvens moleculares na cor  $W2 - W3$ . Identificamos estes objetos como sendo fruto da observação de apenas o bojo aposentado, enquanto as regiões externas contêm braços espirais ricos em formação estelar. Estes objetos acabam sendo classificados como aposentados devido ao fato de que a fibra utilizada na extração do espectro tem uma abertura angular muito menor que a galáxia em si, perdendo a informação que as partes externas fornecem. Tanto o diagrama WHAN quanto o BPT, não são capazes de identificar este tipo de objeto. Já a cor  $W2 - W3$  não está sujeita a esta limitação, de forma que nos mostra a real “face” delas. Como estes objetos tem morfologias muito diferentes, utilizamos os dados disponibilizados pelo projeto Galaxy Zoo e as isolamos na amostra, selecionando apenas aquelas com probabilidade maior que 0,5 de serem elípticas. Desta forma, conseguimos uma amostra de galáxias “aposentadas de fato”. Retirando os objetos “bojo aposentados”, pudemos encontrar a melhor divisão na cor  $W2 - W3$  que seja capaz de identificar entre formação estelar e sua ausência, cujo valor calculado é  $W2 - W3 = 2,5$ . Este valor é  $\sim 1$  magnitude maior que os trabalhos anteriores utilizaram. No entanto, as duas medidas não podem ser comparadas, uma vez que naqueles, a divisória tinha por objetivo separar objetos estelares de galáxias. Já a nossa medida é construída primariamente para separar as populações de galáxias que tem formação estelar daquelas que não têm.

A partir disso, selecionamos uma amostra de galáxias tipo LINER como classicamente definido pelo método BPT, onde utilizamos três limites distintos: (1) a divisória de Stasińska et al. (2006), que separa as galáxias cujo espectro pode ser explicado unicamente com formação estelar daqueles que precisam de algum mecanismo adicional; (2) a divisória de Kewley et al. (2001), que em geral é utilizada erroneamente como a definição dos objetos “puramente AGN”; e (3) a linha de KW, que é a linha de K01 deslocada para a direita da asa do BPT. Percebemos logo que, ao deslocarmos a divisória em direção da “pureza do núcleo ativo” (para o extremo da asa direita do BPT), o que encontramos é que a contribuição de poeira aquecida é preponderantemente menor, com os objetos mais do extremo sendo majoritariamente objetos sem nenhuma formação estelar. Isto é um tanto contraditório, uma vez que poderíamos esperar que quanto mais AGN, mais material precisaria estar disponível para manter o próprio núcleo ativo. Portanto, quanto mais “ativo” o AGN, maior a probabilidade de encontrar formação estelar.

Somado a isso, verificamos que ir na direção da asa direita do diagrama BPT não implica em “endurecimento” do AGN, mas sim, a ausência de grandes reservatórios de gás ( $M_{\text{gás}} \sim 7 \times 10^7 M_{\odot}$ ), abrindo espaço para a contribuição das HOLMES. Quanto mais se anda para maiores valores de

$[N II]/H\alpha$ , maior é a contribuição destas populações. Ainda, a Figura 3.10 nos confirma que a contribuição de AGN das amostras de LINERs é desprezível, face ao teste independente feito unicamente com os dados do WISE através do diagrama cor-cor  $W2 - W3$  vs  $W1 - W2$ , em que utilizamos as definições de Mateos et al. (2012), Yan et al. (2013) e Caccianiga et al. (2015).

Em conclusão, vemos que as chamadas LINERs, em grande parte, não possuem de fato núcleo ativo. O mecanismo que fornece a energia para haver as linhas de emissão pode ser explicado à luz das HOLMES. Por outro lado, as galáxias que realmente possuem AGN, que podem ser tanto LINERs, quanto Seyferts, são contempladas pelo método WHAN quando são definidas as galáxias com núcleo ativo fraco (wAGN).



## 4 APOSENTADORIA GALÁCTICA

No Capítulo 3, nós exploramos algumas definições de classes de galáxias baseadas em linhas de emissão, mais especificamente nas observações do *survey* espectrofotométrico *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS). Vimos que o esquema mais utilizado, o diagrama BPT, acaba por classificar erroneamente uma fração considerável de objetos, classificando-os como portadores de AGN, quando de fato o que se está classificando é a emissão proveniente das populações de estrelas velhas de baixa massa, espalhadas nas partes extra nucleares.

Agora, tiraremos um pouco o foco da classificação espectral para dar uma atenção especial para duas classes de galáxias majoritariamente esquecidas: as *Emission Line Retired* (ELR) e as *Line-Less Retired* (LLR). Para definir estas duas classes, utilizamos o diagrama de classificação espectral WHAN, sendo que a partir disso, exploramos uma vasta área possibilitada pelo *survey* fotométrico WISE. Como veremos nas próximas seções, há um vasto campo desconhecido a ser descortinado, que é composto por quase um terço de todas as galáxias do Universo Local.

### 4.1 INTRODUÇÃO

Como vimos no Capítulo 3, há uma divisão entre galáxias que possuem formação estelar como contribuinte majoritário da radiação emitida (SF) daqueles que não o tem. Por outro lado, através de métodos de diagnóstico por linhas de emissão, é possível caracterizar a física dessas galáxias com um viés espectral. Como já discutimos, nossa interpretação comum do assim chamado diagrama BPT não é capaz de caracterizar adequadamente alguns tipos de galáxias, até mesmo classificando erroneamente um grande grupo delas como portador de núcleo ativo quando de fato são “alimentados” por populações evoluídas velhas de baixa massa (HOLMES; Stasińska et al., 2006), aqui denominadas ELR. Além disso, este diagrama deixa de fora da classificação espectral um grande grupo de galáxias sem formação estelar que não possuem linhas de fato (LLR). O diagrama WHAN, proposto por Cid Fernandes et al. (2010), vem para identificar apropriadamente objetos ELR, além de considerar uma parte dos objetos sem nenhuma formação estelar. Do diagrama WHAN, temos por definição que todas as galáxias cujo espectro é alimentado pelas HOLMES terá emissão em  $H\alpha$  de tal forma que sua largura equivalente estará na faixa  $0,5 < W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$ , enquanto todos aqueles que não possuem linhas apresentam  $W_{H\alpha} < 0,5 \text{ \AA}$  (os objetos desta classe praticamente não

aparecem mesmo no diagrama WHAN, uma vez que para ali estarem é necessário que tenham medidas nas linhas de  $H\alpha$  e  $[N II]$ . Estas duas classes serão o cerne do nosso trabalho neste capítulo.

Que há uma parcela considerável de galáxias do Universo Local que não possuem mais formação estelar é muito bem estabelecido. Este grupo passou por transformações ao longo de sua vida que forçaram a parada da formação estelar, de forma que atualmente são hospedeiras de populações estelares de menor massa, mais frias e com um tempo de vida muito grande. São várias as características que se destacam neste grupo. Entre elas está a morfologia majoritariamente elíptica, massas mais elevadas, ausência de gás interestelar e maior metalicidade que suas contrapartidas com SF. A característica mais marcante que estas galáxias têm em comum é a ausência de formação estelar (estão aposentadas da sua tarefa de formar estrelas), sendo que seu espectro é basicamente a representação de um espectro estelar (e.g. Bruzual A., 1983; Strateva et al., 2001; Cimatti et al., 2004; Thomas et al., 2005; Gallazzi et al., 2005; Renzini, 2006; Cappellari et al., 2012; Schawinski et al., 2014). Deste grande grupo, podemos ainda destacar dois subgrupos:

1. O primeiro é aquele formado pelas galáxias que, apesar de estarem aposentadas, ainda possuem alguma linha de emissão, implicando na existência de um campo de radiação e de um reservatório de gás. No caso destes objetos em particular, seu campo de radiação é provido pelas populações estelares evoluídas de baixa massa (HOLMES; Binette et al., 1994; Goudfrooij, 1997, 1999; Stasińska et al., 2008). Esta classe de galáxias foi caracterizada por Cid Fernandes et al. (2010) através do diagrama de diagnóstico por linhas de emissão WHAN como sendo aqueles em que a largura equivalente de  $H\alpha$  esteja no intervalo  $0,5 < W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$ . São vários os trabalhos que trouxeram evidências observacionais recentemente deste tipo de objeto (Singh et al., 2013; Gomes et al., 2016b; Herpich et al., 2016). Enquanto isso, aproveitamos a disponibilidade do nosso “arsenal” de observações e modelos para verificar as diferentes propriedades destes objetos;
2. O segundo compreende as galáxias que não possuem nenhuma linha de emissão espectral de fato. Seu espectro somente possui linhas de absorção do tipo estelar, sendo equivalente a uma composição de estrelas. Estes objetos também são contemplados pelo diagrama WHAN, que as define como aquelas que possuem  $W_{H\alpha} < 0,5 \text{ \AA}$ .

Estas duas subclasses são objetos igualmente vermelhos nas cores do óptico e com as propriedades físicas muito semelhantes. Porém, umas têm

linhas de emissão e outras não. A ausência de linhas de emissão tem origem: ou 1) na falta de fontes ionizantes, i.e. não há fótons energéticos o suficiente para ionizar o gás presente na galáxia; ou 2) na falta de gás, i.e. não há hidrogênio, nem outro material, para ser ionizado; ou 3) caso 1 e 2 simultaneamente. Para o caso 1 ocorrer, é necessário que todas as estrelas que compõe a galáxia tenham passado há tempos ( $t_* > 10 \text{ Gyr}$ ) pela fase de pós-AGB, de forma que os núcleos remanescentes não tenham mais capacidade ionizante suficiente nem núcleo ativo. Já para o caso 2, ou toda a massa de gás foi consumida na formação estelar ou arrancada por processos externos (e.g. Sarzi et al., 2010), ou o gás atingiu a temperatura de virial ( $\sim 10^6 \text{ K}$ ) e não pode mais ser ionizado nem formar estrelas (Dekel & Birnboim, 2006; Penny et al., 2015). Por outro lado, vários estudos tem encontrado emissão do tipo LINER em regiões sem indícios de formação estelar, muito distantes do núcleo ( $\sim \text{kpc}$ ), espacialmente estendido, inclusive com evidências de gradiente de velocidades na direção radial, implicando em fontes estelares, com fortes indícios em favor da existência de HOLMES (Yan & Blanton, 2012; Bremer et al., 2013; James & Percival, 2015; Gomes et al., 2016b).

Neste capítulo, propomos a investigação destas duas classes de galáxias, que podem ser agregadas no ramo das *early-type* no esquema de classificação de Hubble, utilizando dados do óptico ao infravermelho médio, bem como as propriedades físicas obtidas com o código de síntese espectral STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005b). Com a análise morfológica e ambiental, argumentamos que a principal fonte de diferenças entre estes grupos é a presença de gás e poeira nas ELR em detrimento das LLR.

## 4.2 AMOSTRA

Para identificar as diferenças entre duas classes de galáxias que são fisicamente tão semelhantes, lançamos mãos do máximo ferramental possível. Destes, selecionamos dados dos *surveys* descritos no Capítulo 2, SDSS e WISE, além dos catálogos de propriedades físicas descritos na Seção 2.2. Esperamos com isso isolar algumas características individuais de cada grupo que possam nos fornecer informações suficientes para melhorar o entendimento destes objetos.

Para a análise entre as classes de aposentadas, usamos a amostra MS0 definida na Seção 2.3. A partir dela, precisamos considerar somente objetos que sejam parecidos, sem a influência demasiada de efeitos de abertura. Para isso, usamos *redshift*  $0,04 < z < 0,095$ , além dos limites já previamente aplicados, como  $M_r \leq -20,43$  e  $\mu_{50} \leq 24,5 \text{ mag arcsec}^2$ . Além disso, impomos agora  $SN_\lambda > 3$  para as bandas *W2* e *W3*. Exigimos também que

todas as galáxias devem ter probabilidade  $P > 0,5$  de serem elípticas pelo critério do *Galaxy Zoo*, totalizando 31 246 galáxias, estas que são mostradas pelo Diagrama WHAN na Figura 4.1. Destas, 22 786 são *retired*, sendo 13 390 ELR e 9 396 LLR. Por fim impomos  $SN_\lambda > 3$  para  $H\alpha$  e  $[N II]$  para as ELR, restando 12 659 objetos.

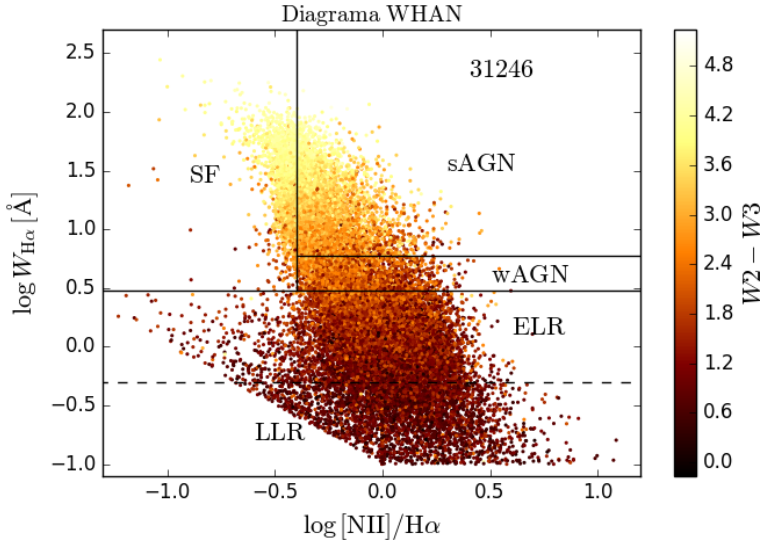


Fig. 4.1: Diagrama de diagnóstico WHAN para as galáxias de uma amostra limitada em volume, com  $SN > 3$  para as magnitudes  $W2$  e  $W3$ , sendo que somente são mostrados os objetos com probabilidade  $P > 0,5$  de serem elípticas segundo o catálogo do *Galaxy Zoo*.

É notável o corte um tanto agudo na população de aposentadas remanescentes. De fato, a partir de uma amostra limitada em volume para o MGS do SDSS, aproximadamente  $1/3$  das galáxias são *early-type* com pouca ou, em geral, nenhuma formação estelar. Em números, equivale a cerca de 56 mil galáxias. No entanto, aplicamos dois cortes que fazem este número diminuir significativamente: (1) ao escolher apenas galáxias elípticas pelo *Galaxy Zoo*, em que as ELR são mais afetadas devido ao maior número delas que por vezes contém traços de formação estelar ou até mesmo, como vimos no Capítulo 3, estrutura espiral com grandes regiões  $[H II]$ ; e (2) a imposição de  $SN_{W3} > 3$  sobre todas as RG, que afeta principalmente as LLR, uma vez que a observação com boa qualidade depende (também) da emissão em  $\sim 12 \mu m$  proveniente da poeira morna. Isto im-



põe uma dificuldade, especialmente para estes objetos, onde grande parte deles são eliminados por possuírem sinal muito pobre. A Figura 4.2 mostra os histogramas de todas as classes WHAN, para uma amostra limitada em volume. Fica evidente a dificuldade em selecionar objetos que praticamente não possuem poeira em uma região espectral justamente dominada por emissão dela.

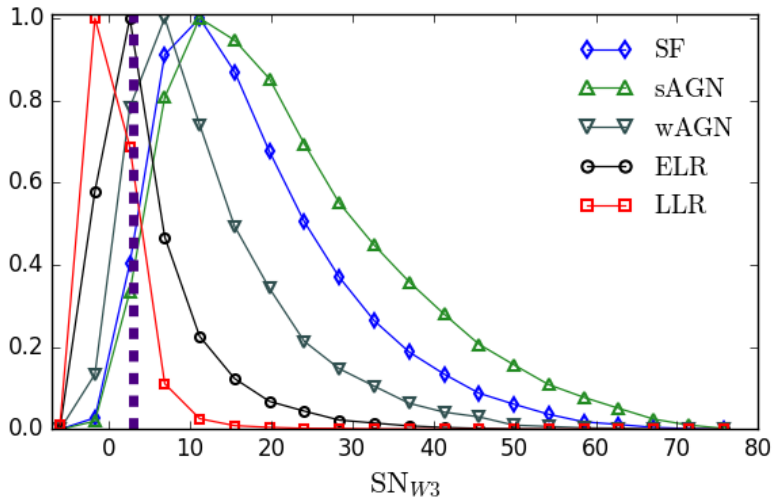


Fig. 4.2: Distribuição de SN das classes WHAN para a banda  $W3$  da MS0. A linha tracejada representa  $SN_{W3} > 3$ .

### 4.3 GÊMEAS BIVITELINAS

As duas classes de galáxias que estudamos aqui são muito semelhantes. Para a maioria dos trabalhos com classificação de galáxias, são objetos iguais, sendo encontradas na mesma região do diagrama cor-cor óptico (e.g. Mateus et al., 2006; Baldry et al., 2006). O conceito de ionização produzida por estrelas de baixa massa evoluídas não é novo (Burstein et al., 1988; Greggio & Renzini, 1990; Dorman et al., 1993; Binette et al., 1994; O’Connell, 1999; Stasińska et al., 2008), mas continua sendo motivo de debate. Muitos autores atribuem tal ionização, se não a uma fonte nuclear como um AGN, a outros processos físicos, como por exemplo, choques induzidos por supernova (veja Schawinski et al., 2014, e referências).

Já Cid Fernandes et al. (2010) apontam para a coexistência dos dois fenômenos: atividade nuclear e estrelas em fase terminal (pós-AGBs ou pAGBs). Porém, como vemos na Figura 4.1, a divisória entre as classes é puramente teórica, não sendo possível observar a existência de uma separação entre as populações dominadas pelos dois processos a partir das linhas de emissão. Agora, usando dados do infravermelho do WISE, podemos verificar se a diferença destas classes reside unicamente na presença de gás no meio interestelar.

#### 4.3.1 Relação cor-massa

Nosso ponto de partida é a análise da relação entre cor e massa. As cores, em geral, são uma representação do estágio de formação estelar e que é fortemente correlacionado com a massa (Baldry et al., 2006), com as galáxias mais massivas dominando a região de baixa formação estelar (Baldry et al., 2004; Mateus et al., 2006).

Para nosso propósito, exploramos as propriedades da cor  $W2 - W3$  do infravermelho médio. A faixa de 4 a  $13 \mu\text{m}$  é repleta de emissão oriunda de diferentes processos físicos, com a emissão por estrelas de baixa massa ou *powerlaw* de AGN na região de 3 a  $6 \mu\text{m}$  (banda  $W2$ ; Draine & Li, 2007). Como vimos em Herpich et al. (2016), a fração de galáxias hospedando de fato um AGN é bem pequena, de modo que, para nossa amostra, temos basicamente emissão estelar (Martini et al., 2013); e a região em torno de  $12 \mu\text{m}$  ( $W3$ ) é bastante conhecida por ser dominada pela emissão de PAHs, muito presentes em regiões nebulares e, sendo, por vezes, usada como medida de taxa de formação estelar (Vermeij et al., 2002; Peeters et al., 2004; Wu et al., 2005; Xu et al., 2015, e referências). No entanto, galáxias massivas e quiescentes não possuem mais este tipo de material à disposição. Como as galáxias ELR possuem gás, podemos esperar que também contenham um reservatório de poeira, que é então aquecido pelas HOLMES e reemitindo na região espectral compreendida pela banda  $W3$ .

Usamos a amostra de galáxias aposentadas definida na Seção 4.2. Nesta amostra, já pretendemos eliminar todos os possíveis contaminantes. Seleccionamos apenas LLR e ELR, assegurando que as *lineless* não possuam linhas de fato, bem como as *emission lines* realmente as tenham. São estas duas classes de objetos que são mostradas pela Figura 4.3 na forma de um diagrama da cor  $W2 - W3$  relativo à massa estelar ( $\log M_*/M_\odot$ ; através do texto que se segue  $M_*$  será sempre em unidades de massa solar), bem como a luminosidade calculada para as classes de ELR e LLR em luminosidades solares. As galáxias que compõe as duas populações mostradas possuem uma probabilidade  $P > 0,5$  de serem elípticas. As duas populações são tomadas em termos da mediana da cor em relação à massa, com

a área sombreada representando os quartis de ambas as distribuições. A mediana é feita de modo que todos os bins contenham o mesmo número de objetos. Ainda, cada ponto representa tanto a mediana da massa quanto da cor/luminosidade para determinado bin.

Observando a Figura 4.3a, vemos que as populações de galáxias ELR e LLR possuem cor com uma diferença de  $W2 - W3 \sim 0,5$  mag. Como mostram as Figuras 4.3b e 4.3c, esta diferença é proveniente exclusivamente da região em torno de  $10 \mu\text{m}$ , englobada pela banda  $W3$ . Portanto, a origem da diferença entre as classes ELR e LLR no óptico (gás) também é refletida na cor  $W2 - W3$  do infravermelho em virtude do outro componente: poeira, que está sempre associada à existência de gás.

É necessário observar aqui que outra fonte de emissão possível, por vezes utilizada para explicar as linhas de emissão nestas galáxias, é a presença de um núcleo ativo. Neste caso, a emissão observada, tanto no óptico, quanto no infravermelho seria proveniente do toro de gás e poeira em torno do buraco negro. No entanto, minimizamos uma possível ocorrência de AGN quando selecionamos apenas galáxias elípticas e com baixa emissão de  $H\alpha$ . Desta maneira, a fonte de ionização também não será nuclear, sendo proveniente das partes externas, como já argumentado anteriormente.

### 4.3.2 A física da passividade

Vamos agora explorar outras regiões do espaço de parâmetros físicos referentes às classes ELR e LLR. Para isso, vamos usar os resultados providos pelo código STARLIGHT, descrito na Seção 2.2.1. Daremos especial atenção a três propriedades físicas que nos interessam diretamente: idade estelar e metalicidade médias, ambas ponderadas em fluxo e massa, e a atenuação.

Vemos na Figura 4.4 que as idades calculadas pela síntese espectral apresentam uma sensível diferença entre ELRs e LLRs, especialmente para galáxias de menor massa. No entanto, enfatizamos que esta diferença, embora sistemática, é muito pequena, podendo, por vezes, ser da ordem ou menor que o erro da medida. Além disso, para maiores massas, as idades são essencialmente iguais. Isto advém do fato que as populações estelares que compõe estas galáxias são praticamente iguais (que é evidente a partir de  $L_{W2}$  da Figura 4.3b), composto apenas de estrelas velhas e pouco massivas. Além disso, a base de modelos utilizada na síntese tem pouca resolução para idades maiores que 1 Gyr, de modo que as componentes mais velhas destes dois grupos de galáxias, mesmo que sejam diferentes, não são distinguíveis pelo ajuste do STARLIGHT.

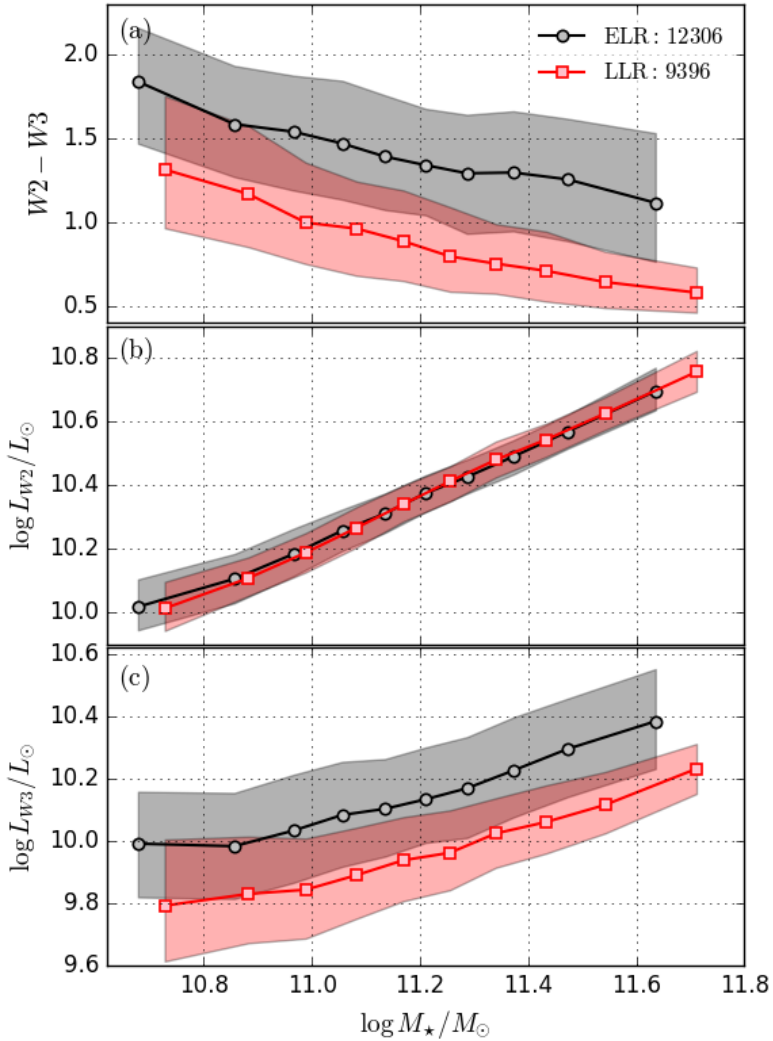


Fig. 4.3: Diagrama propriedade vs  $\log M_{\star}$ , sendo: a) cor  $W2 - W3$ ; b) luminosidade  $\log L_{W2}$ ; e c) luminosidade  $\log L_{W3}$ , ambas em luminosidades solares para galáxias ELR (preto) e LLR (vermelho). As linhas sólidas e pontos representam a mediana em bins de mesmo número de objetos, enquanto a região sombreada compõe os quartis de cada mediana.

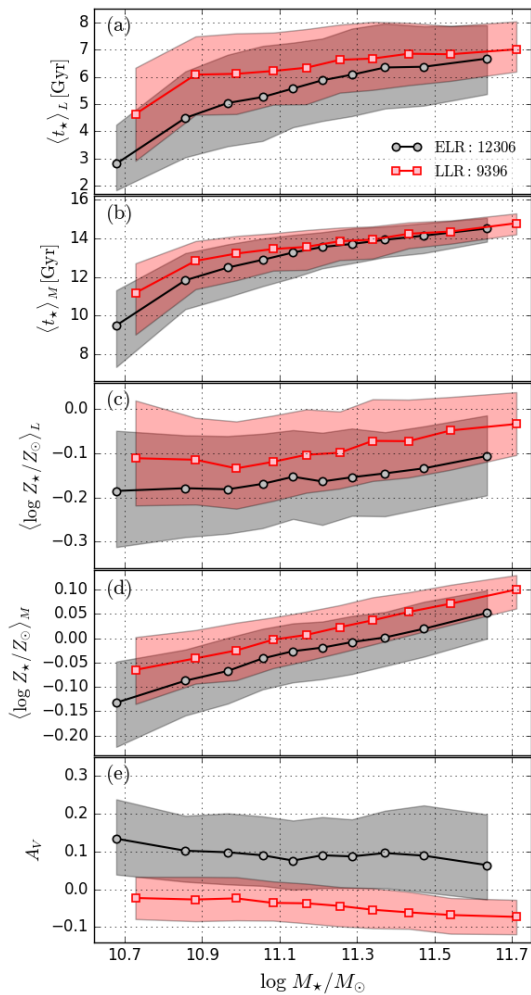


Fig. 4.4: Diagrama propriedade física da síntese *vs* massa em estrelas, sendo: a) idade média em Gyr ponderada em luminosidade e b) em massa; c) metalicidade média ponderada em luz e d) massa; e c) atenuação na banda V para as populações de galáxias ELR (preto) e LLR (vermelho) da nossa amostra MS0. As linhas e pontos representam as medianas para bins contendo o mesmo número de objetos e as áreas sombreadas mostram os quartis para cada classe.

A metalicidade também constitui uma medida importante. É sabido que galáxias *early-types*, em geral, possuem metalicidades maiores (Trager et al., 2000; Thomas et al., 2005; Gallazzi et al., 2005; Mateus et al., 2006; Kuntschner et al., 2010; Cid Fernandes et al., 2010). Do ponto de vista de nossas duas populações de galáxias, podemos imaginar que ELRs e LLRs tenham esta propriedade muito parecida, uma vez que todas são *early-type* por construção. É interessante observar na Figura 4.4 que LLRs possuem maior metalicidade média que ELRs para todos os valores de massa, sinalizando uma sensível diferença na evolução de suas populações estelares.

É importante destacar que, embora sistemática, as diferenças de idade e metalicidade destas duas classes de galáxias são muito pequenas, sendo da ordem do erro estimado para a medida. Em tais condições, não podemos afirmar que estas medidas também representem as diferenças observadas entre elas. O que de fato temos é que uma classe possui gás ionizado e tem maior contribuição de poeira morna.

Um terceiro marcador é encontrado observando-se o avermelhamento devido à poeira, representado pela atenuação ( $A_V$ ) calculada pelo STARLIGHT. Esta medida nos informa da presença de poeira difusa no ISM das ELR, o que é compatível com a observação de poeira morna do MIR. De fato, as duas medidas necessariamente devem estar correlacionadas, uma vez que maior atenuação representa uma maior quantidade de poeira, que por sua vez, na presença de campo ionizante, representa maior emissão de PAH na região de  $9 - 13 \mu\text{m}$ , em que está ancorada a banda  $W3$ .

#### 4.4 PAREAMENTO

Não podemos deixar de notar nas Figuras 4.3 e 4.4 que a faixa de massa é ligeiramente menor para galáxias ELR que para suas contrapartidas LLRs. Para verificar se as diferenças em  $W2 - W3$  e  $A_V$  não são provenientes de regiões com formação estelar espalhadas pelas partes extra nucleares da galáxia, optamos por executar um pareamento entre os dois grupos. O mecanismo para encontrar pares é baseado na similaridade dos objetos. Utilizamos quatro marcadores ( $p$ ) para calcular o parâmetro de similaridade: Massa estelar ( $\log M_*$ ), *redshift* ( $z$ ), raio que contém 50% da luz da galáxia ( $R_{50}$ ) e índice de concentração ( $CI$ ). A metodologia é simples: Toma-se o módulo da diferença dos marcadores das duas classes, dividida pelo desvio padrão da propriedade, que por sua vez é somado ao

resultado dos outros três indicadores, resultando no parâmetro de similaridade  $PS$ , descrito pela Equação 4.1:

$$PS_j^{\text{LLR}} = \sum^p \frac{|p^{\text{LLR}} - p_j^{\text{ELR}}|}{\sigma_p}, \quad (4.1)$$

onde  $p = M_*, z, R_{50}, CI$  e  $j = 1, 2, 3, \dots, N$ , onde  $N$  é o número total de galáxias ELR. O par escolhido é aquele que minimiza  $PS$ . Desta forma, garantimos que cada par ELR-LLR seja o mais similar possível, evitando discrepâncias oriundas de efeitos de abertura ou de diferenças físicas. Ainda, cada par será único, embora uma mesma ELR possa ter várias “gêmeas” LLR. A Figura 4.5 mostra a comparação entre as propriedades tomadas para efetuar o pareamento. Para retirar objetos que porventura tenham as duas propriedades mais importantes ( $M_*$  e  $z$ ) muito diferentes, impomos a limitação  $ps(M_*) = |M_*^{\text{LLR}} - M_*^{\text{ELR}}|/\sigma_{M_*} < 0,1$  e  $ps(z) = |z^{\text{LLR}} - z^{\text{ELR}}|/\sigma_z < 0,01$ .

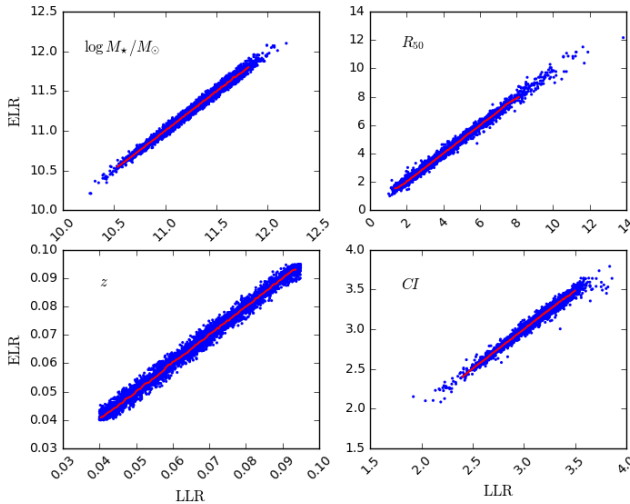


Fig. 4.5: Parâmetros utilizados no pareamento para testar a congruência entre os pares de LLR e ELR. Os pontos representam os pares, enquanto a linha vermelha é a mediana da distribuição.

Com os pares em mãos, podemos agora testar se os resultados observados até aqui possuem congruência. Reavaliemos as medidas, iniciando por  $W2 - W3$ , agora para os pares. Como podemos ver na Figura 4.6, as diferenças para o infravermelho do WISE se mantêm, independentemente da

massa. Agora, podemos afirmar com segurança que estas duas classes são de fato distintas no MIR. E mais: estas diferenças devem estar refletidas em algumas das outras propriedades físicas delas.

A Figura 4.7 mostra os histogramas das diversas propriedades que consideramos aqui. Observamos que a diferença em  $W2 - W3$  permanece, bem como para  $A_V$ . A diferença na idade média, que já era pequena, agora é inexistente. A diferença de metalicidade também permanece, mas é pouco expressiva. De fato, apenas as diferenças para  $W2 - W3$  e  $A_V$  não podem ser ignoradas. Inclusive, há uma certa correlação entre as duas medidas. Sendo que, por definição, a diferença primária das classes ELR e LLR é a presença e ausência de gás, respectivamente, a observação de valores de  $W2 - W3$  diferentes é esperada, o mesmo valendo para a extinção. O motivo é fácil de compreender: Se as ELR possuem gás no ISM, como indica a presença de linhas de emissão, também tem material para “escurecer” a luz provida pelas populações estelares. Por outro lado, um reservatório de gás absorvendo radiação, implica em reprocessamento e posterior reemissão em  $\lambda$ s maiores, o que é justamente melhor observado em  $W3$  devido às bandas de emissão de PAHs.

Por estes resultados, fica razoavelmente instalado o fato de que a grande diferença destas duas classes de galáxias é a presença (ou ausência, no caso das LLR) de gás e poeira. No entanto, dada a complexidade do ISM de galáxias *early-type*, onde o gás é geralmente muito quente, com temperaturas da ordem de  $10^6$  K, não proporcionando condições físicas para a existência de poeira morna (e.g. Draine & Salpeter, 1979; Dwek & Arendt, 1992; Draine & Li, 2007). Nestas condições, o tempo de vida médio dos grãos de poeira é de  $\sim 10^4$  anos, de modo que a observação da presença de poeira neste tipo de sistema não é esperada a priori (e.g. Gunn & Gott, 1972; Dressler, 1980; van Dokkum & Franx, 1995; Moore et al., 1996; Bekki et al., 2001; Balogh et al., 2001; Bernardi et al., 2006; Martini et al., 2013).

Ainda assim, não obstante o ambiente interestelar tão inóspito, a existência de poeira fria em galáxias *early-type*, bem como bolsões de hidrogênio atômico e H II, é observada (Macchetto et al., 1996; Knapp & Rupen, 1996; Goudfrooij, 1997, 1999; Tran et al., 2001; Temi et al., 2004; Kaneda et al., 2005). Desta forma, se faz necessária a existência de um mecanismo de reabastecimento constante de gás frio para o ISM, seja por produção interna (Bressan, Granato, & Silva 1998, Athey et al. 2002, Young et al. 2011, Rowlands et al. 2012, Martini, Dicken, & Storchi-Bergmann 2013), ou acreção externa através de pequenos *mergers* (e.g. Naab et al., 2009; Vega et al., 2010; Sarzi et al., 2010; Davis et al., 2011; Serra et al., 2012; Fumagalli et al., 2014).



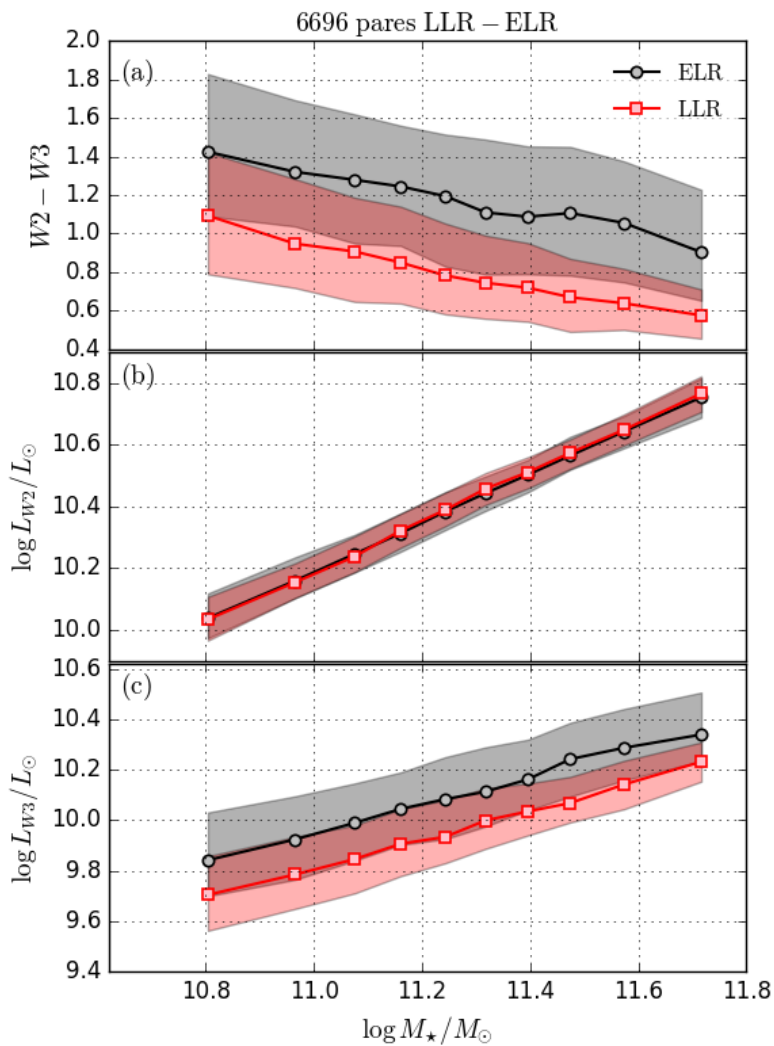


Fig. 4.6: Mesmo que para a Figura 4.3 para os pares LLR-ELR.

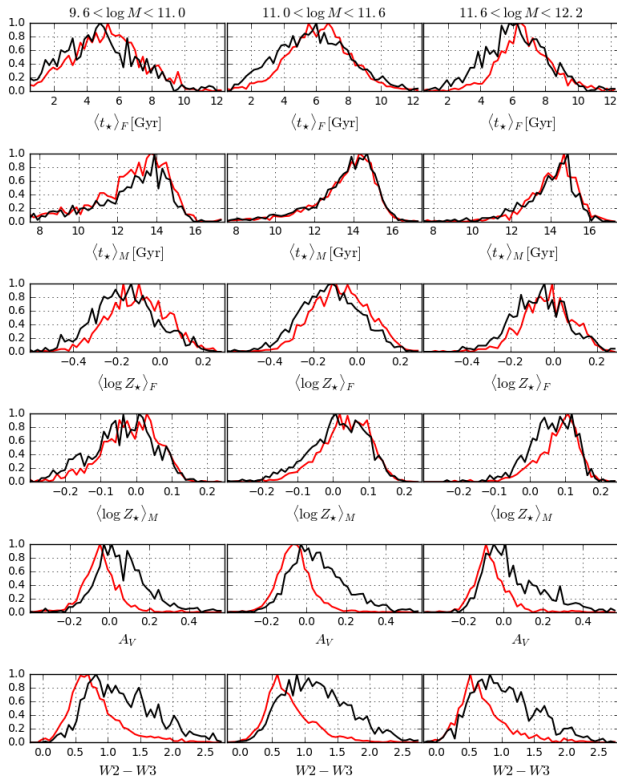


Fig. 4.7: Histogramas dos parâmetros físicos dos pares LLR-ELR em três bins de massa distintos. A linha preta representa as ELR e a vermelha as LLR.

De todo modo, mesmo no caso de acreção externa, o resultado será a formação de uma nova população de estrelas de baixa massa. Isto advém das condições envolvidas no momento da formação estelar. Independentemente da quantidade de material disponibilizado por uma acreção externa, de acordo com a função inicial de massa a maior parte do material disponibilizado será condensado em estrelas de menor massas ( $M_* < 6 M_\odot$ ; ver mais exemplos em Cassarà et al., 2013). Estas, decorrido o tempo de evolução, resultará nas HOLMES, que terão um tempo de vida muito maior (Binette et al., 1994), fazendo a conexão entre as emissões do óptico e MIR.

#### 4.4.1 Ambiente

O ambiente extragaláctico é um dos principais “suspeitos” quando se trata de alterações sofridas por galáxias, sendo conhecida uma relação entre a aceleração da formação estelar com a densidade do meio (Kauffmann et al., 2004; Thomas et al., 2005; Bernardi et al., 2006; Mateus et al., 2007; Cooper et al., 2012; Peng et al., 2012; Schaye et al., 2015). A densidade ambiental também é tida como um dos fatores que arrancam o gás do ISM por forças de maré, causando a interrupção da formação estelar, podendo inclusive transformar uma galáxia espiral em passiva. Isto pode ocorrer especialmente em ambientes mais densos, como grandes aglomerados de galáxias.

Para verificar qualquer possível influência ambiental sobre nossa amostra, fazemos uma análise do comportamento das propriedades de ELRs e LLRs em relação a dois marcadores de densidade ambiental: a massa do halo de matéria escura ( $M_H$ ), para o qual utilizamos o Catálogo de Grupos para o SDSS-DR7 e a densidade projetada de galáxias até o 5<sup>o</sup> vizinho ( $\Sigma_5$ ), ambos descritos na Seção 2.2.3.

A Figura 4.8 mostra o resultado da comparação das propriedades consideradas aqui, desde a cor  $W2 - W3$  até as propriedades obtidas com o STARLIGHT no projeto SEAGal. Vemos que as diferenças que indicam a presença de poeira e gás nas ELR se mantêm inalteradas independente da densidade ambiental. Desta forma, podemos concluir que é uma diferença estrutural não relacionada ao ambiente, pelo menos não em média. É claro que aqui não estamos lidando com números totais de galáxias. Apenas podemos ver que uma ELR no campo não é muito diferente de uma no grupo, com o mesmo valendo para as LLR. Além disso, a magnitude das diferenças também não se altera com o ambiente. Uma ELR tem o mesmo fluxo em  $W3$  no grupo ou no campo.

Desta forma, seja qual for o modo com que o ambiente afeta a evolução química das galáxias, as fontes das diferenças das componentes de cada

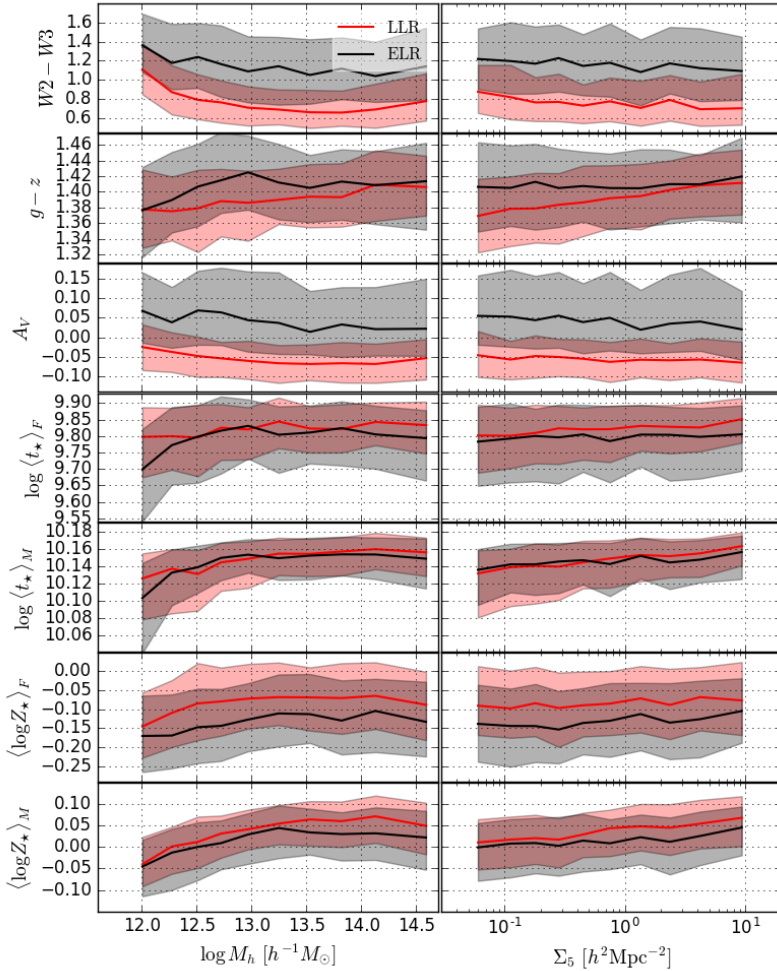


Fig. 4.8: Medianas e quartis para (de cima para baixo): a cor  $W2 - W3$ ; cor  $g - z$ ; atenuação  $A_V$ ; idade média ponderada em fluxo e massa; e metalicidade média ponderada em fluxo e massa para os pares LLR-ELR, com as galáxias ELR em preto e as LLR em vermelho, relativa à massa do halo de matéria escura  $M_h$  e à densidade superficial projetada até o 5<sup>o</sup> vizinho  $\Sigma_5$ .

classe permanecem. O mesmo não podemos dizer para a quantidade total de ELR e LLR em relação ao total de galáxias das cinco classes WHAN em uma amostra limitada em volume. De fato, observamos que o ambiente age de tal forma que a quantidade de galáxias completamente sem linhas de emissão é tanto maior quanto a densidade/massa do halo cresce (ver Mateus et al., in prep), reforçando a ideia de diferenças nas populações estelares componentes das galáxias ELR e LLR. Por outro lado, observamos que quanto mais massiva a galáxia, maior sua capacidade de reter o gás, de modo que ELRs no campo são menos massivas que as presentes em ambientes mais densos.

#### 4.5 OS MODELOS DE POPULAÇÕES DE BAIXA MASSA

Sabemos que a diferença entre LLRs e ELRs é a existência ou ausência de gás e poeira. Por outro lado, Cassarà et al. (2013) e Villaume et al. (2015) notam que uma população de estrelas de baixa massa evoluídas na fase pós-AGB pode ter uma contribuição significativa na região de  $\sim 12 \mu\text{m}$  devido à emissão de PAHs contidos na casca de poeira da nebulosa. Neste caso, a radiação emitida pelo núcleo remanescente quente é absorvida e reemitida pela poeira. Esta emissão é maior para uma população relativamente mais jovem que outra de mesma massa.

Estes modelos consideram o estágio final da evolução de estrelas de baixa massa, quando suas componentes entram na fase de pAGB. Neste período, as estrelas primeiramente passam a emitir na região ultravioleta, para então ficarem envelopadas numa casca de gás e poeira. Neste segundo estágio, não há mais luz UV visível, pois a casca obscurece completamente o núcleo quente. A única radiação visível é a provinda do reprocessamento da energia, que é emitida especialmente no ótico e parte no MIR. Neste estágio, o gás mais próximo do núcleo é ionizado, enquanto a poeira absorve a radiação e a reemite na região em torno de  $12 \mu\text{m}$ . Com o tempo, a casca de gás e poeira é dispersada para o meio interestelar, deixando o núcleo quente à mostra. Quando comparadas duas populações destas estrelas com idades diferentes, a quantidade de luz emitida no IR será ligeiramente diferente, o que pode ser um indicativo de diferenças das populações componentes das galáxias ELR e LLR.

Supondo que as diferenças observadas entre as duas classes de galáxias fosse advinda destas populações, vamos testar em que ponto isto estaria correlacionado com as ELR e LLR. Para isso, tomamos a razão entre a mediana da luminosidade na banda  $W3$  para ELR e LLR em função da massa estelar, mostradas pela Figura 4.9. Como resultado, obtemos que a luminosidade nesta banda é cerca de 37% maior para ELR que para suas

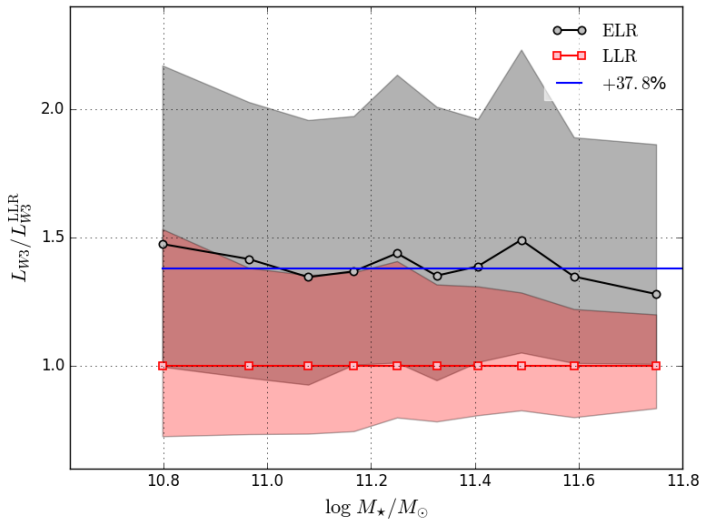


Fig. 4.9: Luminosidade na banda  $W3$  para as classes ELR relativa à das LLR. A diferença percentual entre as luminosidades (37,8%) equivale a uma diferença de idade de uma população estelar de pAGBs simples  $t_\star < 2$  Gyr, sendo que as componentes das ELR são mais jovens.

contrapartidas LLR. Comparando com os modelos de pAGB de Villaume et al. (2015), encontramos que esta diferença na luminosidade representa uma diferença de idade  $\Delta t_{\star} < 2$  Gyr entre as populações que contribuem para a maior parte da luz nesta região do espectro, sendo as populações das LLR mais velhas. Esta diferença é tão pequena em relação ao total que é menor que o erro estimado para a idade média ( $\epsilon(\bar{T}_{\star}) \sim 1$  Gyr) calculado pelo STARLIGHT.

Esta característica implicaria em que as duas populações de galáxias aposentadas possuem diferenças além da presença ou ausência de gás no meio interestelar: suas populações estelares também são diferentes, i.e. encontrando-se em estágios evolutivos diferentes. Um cenário possível é aquele em que as populações estelares das LLR tiveram sua evolução acelerada, com as estrelas de baixa massa tendo se formando pouco mais cedo que as mesmas populações das ELR. Em um cenário bem resolvido, o meio interestelar ficaria mais enriquecido “metalicamente”, característica que é refletida nas medidas de metalicidade das populações estelares observadas atualmente. No entanto, se consideramos um cenário deste tipo, a diferença de metalicidade entre as populações estelares que compõem as galáxias das classes ELR e LLR observada na Figura 4.8 impõe que o estágio evolutivo das respectivas populações estelares seja muito parecido, uma vez que as metalicidades das duas classes de galáxias são praticamente idênticas. Agora, se confiarmos que as pequenas diferenças observadas na metalicidade mostrada pela Figura 4.8 forem reais, podemos assumir que nas ELR a formação estelar foi ligeiramente mais lenta, de modo que o enriquecimento químico do meio foi afetado, a metalicidade de suas populações estelares atuais é menor. Uma vez que a formação estelar seja interrompida, o enriquecimento químico também para, com a massa de gás ficando “presa” nas estrelas de menor massa. Como a quantidade total de estrelas menos massivas é maior, atualmente há um maior número destes objetos na fase de pAGB, estas que estão poluindo o meio com gás e poeira. Este gás e poeira são então ionizados pelos núcleos quentes, provocando a presença das linhas de emissão observadas no espectro visível, além da emissão de PAH observada na região de  $12 \mu\text{m}$ .

Já as galáxias LLR tiveram sua evolução química acelerada, poluindo o ISM com metais. Este material é novamente reaproveitado na formação de novas estrelas, incluindo uma fração grande de objetos massivos, que repetem o processo. Com isso, o material é rapidamente consumido, restando apenas a fração de estrelas de baixa massa já enriquecidas, o que observamos atualmente. Como a quantidade de estrelas de baixa massa é menor que nas ELR, a fração de objetos passando pela fase pAGB e com formação de casca de gás e poeira também o é, fazendo com que estas ga-

laxias tenham menos material disponível para a emissão/absorção de UV e, conseqüentemente, emissão em  $W3$ .

No entanto, é importante ressaltar aqui que não podemos mostrar que isto realmente ocorre. De fato, modelos evolutivos de populações estelares de baixa massa prevêem que a quantidade de fontes ionizantes e estrelas passando pelo seu estágio final de evolução deveria ser o mesmo para os dois tipos de galáxias (Stasińska et al., 2008). Neste caso, a única diferença que seria observada seria na presença de gás. Além disso, os modelos contam que a taxa de fornecimento de gás e poeira para o meio seria constante e igual para ELRs e LLRs. Outro marcador que depõe contra este tipo de cenário reside nas medidas de  $A_V$ : para que haja de fato diferenças na atenuação, necessariamente a poeira precisa estar espalhada no meio interestelar e não em planetárias. Neste caso, as cascas esféricas não seriam capazes de explicar as diferenças de atenuação. E, caso a atenuação seja causada por gás lançado no ISM pelas estrelas moribundas, a taxa de acreção seria a mesma para ELRs e LLRs, o que exige um mecanismo factível de destruição do material nas *lineless* em detrimento das *emission lines*. Neste caso, os mesmos mecanismos listados na Seção 4.4.1 podem estar atuando.

## 4.6 EFEITOS DE ABERTURA

Mesmo que já discutida à exaustão, uma dúvida pertinente/persistente é se as diferenças observadas não podem ser provenientes de efeitos de abertura. Neste caso, imaginando que todas as *retired galaxies* são iguais, com a distância como único fator diferencial, a fibra do SDSS utilizada para a obtenção do espectro com o qual são definidas as classes ELR e LLR toma apenas o bojo das mais próximas, e bojo e partes mais exteriores com resquícios de formação estelar (como quando ocorre em *early type* que passam por *minor mergers*) das mais distantes. Sendo assim, a classificação entre ELRs e LLRs seria afetada, de modo que LLRs seriam as galáxias mais próximas, enquanto ELRs as mais distantes. Se isto procede, podemos esperar que as diferenças no infravermelho e no ultravioleta sejam maiores para menores distâncias ou para galáxias em que a fibra do SDSS observa uma fração menor da galáxia.

Isto posto, investigamos nossa amostra em relação a dois possíveis indicadores de distância e/ou efeito de abertura: *redshift* ( $z$ ) e fração da galáxia coberta pela fibra. Os resultados são mostrados pelas Figuras 4.10 e 4.11, nas quais podemos ver claramente que efeitos de abertura não tem qualquer influência sobre a amostra que estamos considerando aqui. De fato, quando esperávamos que quanto menor a fração da galáxia observada



pela fibra, mais acentuada seria a diferença da luminosidade entre ELR e LLR e LLR, o que observamos é que a diferença no MIR se mantém inalterada em todos estes indicadores, assim como para o restante dos indicadores que consideramos aqui. Além disso, o pareamento feito na Seção 4.4 também faz a função de mitigar qualquer efeito de abertura, uma vez que um dos parâmetros de similaridade é justamente o *redshift*. Como naquela seção as diferenças persistem, a não existência de efeitos de abertura nos resultados desta seção não causa estranhamento.

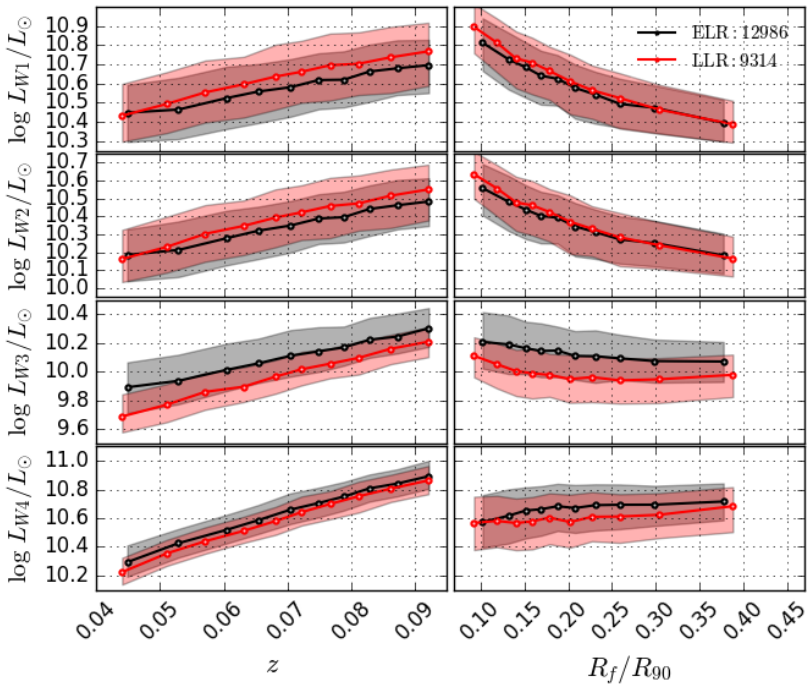


Fig. 4.10: Galáxias ELR e LLR no infravermelho do WISE em função do *redshift* ( $z$ ) e da fração da galáxia contemplada pela fibra do SDSS ( $R_f/R_{90}$ ).

## 4.7 DISCUSSÃO

É importante determinar alguns pontos a serem discutidos sobre os resultados que mostramos nas seções anteriores. O que de fato temos de concreto são as sutis diferenças na luminosidade/cor entre galáxias com

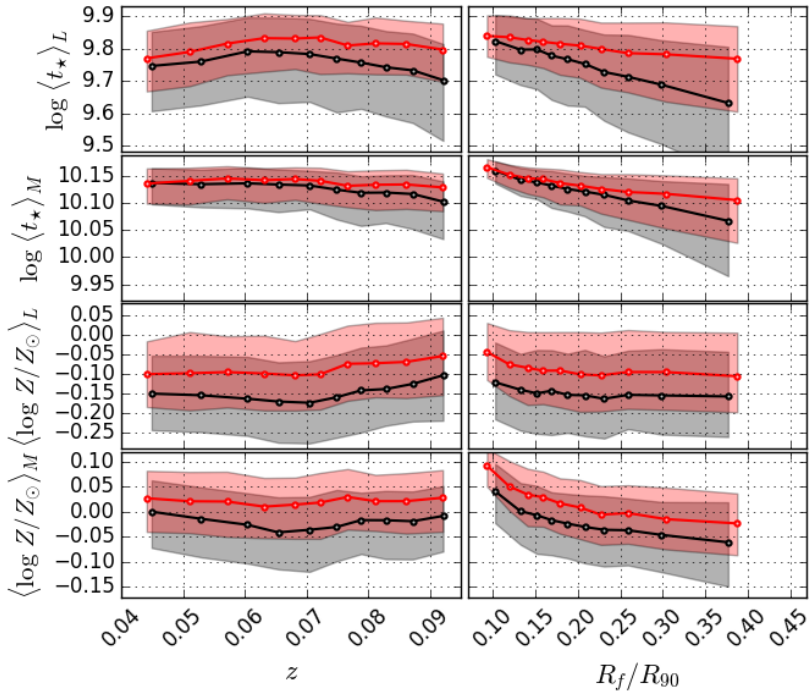


Fig. 4.11: Mesmo que a Figura 4.10 para as propriedades físicas calculadas pela síntese espectral com o código STARLIGHT.

e sem linhas de emissão em algumas bandas específicas, estas que trazem alguma sinalização sobre os processos físicos envolvidos. Vale ressaltar que estas diferenças, embora sutis, são sistemáticas e resilientes.

O primeiro resultado importante vem da cor  $W2 - W3$ , onde encontramos uma diferença de  $\sim 0,5$  mag entre ELRs e LLRs. É uma diferença pequena, mas que persiste em todos os testes de sanidade executados. A Figura 4.3a mostra o diagrama da cor  $W2 - W3$  em função da massa para as duas classes aqui tratadas. Fica evidente pelos painéis b e c da mesma Figura que tal diferença é proveniente da luminosidade na banda  $W3$ , que é a região em que há emissão de PAH.

Para que isto seja possível, a presença de poeira morna é justificável. A maior problemática tem início quando decidimos investigar por qual motivo a poeira estaria presente em galáxias deste tipo. É sabido que galáxias *early-type* comumente sofrem processos de destruição do gás e poeira (arrancamento, aquecimento, etc.). Portanto, a existência de mais poeira e gás nas ELR em detrimento das LLR levanta o questionamento acerca do mecanismo responsável pela adição de material no meio interestelar. A possibilidade que consideramos aqui é a produção interna através de planetárias de populações intermediárias.

Outro parâmetro a ser considerado é a atenuação na banda  $V$  ( $A_V$ ), obtido durante a síntese espectral com o código STARLIGHT. Como mostrado pela Figura 4.4e, a atenuação em galáxias ELR é  $\sim 0,1$  mag maior que em LLRs. Este resultado implica em presença de mais poeira e gás na linha de visada para ELRs. O questionamento aqui é sobre qual mecanismo é responsável pela produção deste material, ou pela sua manutenção (não destruição), e que é diferente para as duas classes de galáxias. A destruição de gás molecular e dos grãos de poeira é esperado ocorrer em galáxias *early-type* em um tempo muito curto (Draine & Salpeter, 1979; Dwek & Arendt, 1992). Como, por definição, ELR devem possuir um reservatório de gás (é óbvio a partir da presença de linhas de emissão ópticas) e assumindo que este material seja proveniente das populações de HOLMES, é bem possível que a fonte de emissão óptica, bem como o obscurecimento maior e a emissão de bandas de PAH tenham a mesma origem.

Por outro lado, as Figuras 4.4c e 4.4d mostram que as metalicidades de ELR e LLR são consistentemente diferentes para toda a faixa de massas, implicando em processos de enriquecimento químicos diferentes. É sabido que galáxias mais massivas, em geral, tem sua evolução química acelerada com o aumento da massa (Bernardi et al., 2006; Schaye et al., 2015), o que de fato é observado na nossa amostra, com as galáxias mais massivas de ambas as classes, ELR e LLR, possuindo maior metalicidade. Porém, a pequena diferença de metalicidade que vemos entre as duas classes aponta

para uma evolução química ligeiramente distinta. Reforçamos, no entanto, que as diferenças são muito pequenas, de modo que não podemos tirar uma conclusão definitiva sobre ela.

Uma hipótese a ser considerada é baseada na presença de populações estelares em estágios evolutivos diferentes. Neste ponto vem à tona a proposta de Cassarà et al. (2013), adaptada/complementada por Villaume et al. (2015), em que são consideradas as populações estelares de baixa massa. Nesta situação, estas populações seriam encontradas em sua fase pós-AGB, com diferentes níveis de contribuição para o infravermelho médio. Segundo estes modelos, diferenças de idades nestas populações estelares implicam em diferentes níveis de emissão provenientes de PAHs na região em torno de  $10\ \mu\text{m}$ . Uma população de pAGB com determinada idade terá maior contribuição nesta faixa que outra população de mesma massa, mas com idade mais avançada. Esta emissão é proveniente do material (gás e poeira) que compõe a casca que recobre o núcleo quente da estrela moribunda. A radiação emitida pelo núcleo é absorvida, sendo reemitida nas bandas de PAH. Como consequência desta hipótese, o gás em torno do núcleo também estaria sujeito à ionização pela radiação dura emitida pelo núcleo, satisfazendo a questão relativa às linhas de emissão observadas no espectro óptico das ELR.

Seguindo os modelos de populações evoluídas e adaptando-os às populações de ELR e LLR com que estamos trabalhando, encontramos que as diferenças na luminosidade na banda  $W3$  equivalem a duas populações de pAGBs com uma diferença de idade de  $t_* < 2\ \text{Gyr}$ , sendo as estrelas das LLR mais velhas, com uma idade de  $\sim 10\ \text{Gyr}$ . A consideração de que galáxias RG são objetos que podem ser representados como um conjunto de estrelas de baixa massa é bastante factível, uma vez que a emissão puramente estelar das duas classes no infravermelho é igual, como podemos observar da luminosidade na banda  $W2$ .

No entanto, esta hipótese carece de suporte de modelos que levem em consideração tal forma de evolução. O que podemos ver como fato é a presença de poeira. Esta que pode tanto ser produzida internamente como adquirida por acreção externa. Em ambos os casos, a implicação é a existência de uma população estelar ligeiramente mais jovem nas ELR.

## 4.8 RESUMO DO CAPÍTULO

Galáxias *early-type* são objetos bastante complexos. São todas galáxias em que a formação estelar cessou há  $\sim 9\ \text{Gyr}$  e o ISM é, em geral, composto por plasma a temperaturas muito altas ( $T \sim 10^6\ \text{K}$ ). Apesar disso, são encontradas evidências da presença de gás frio ( $T \sim 40\ \text{K}$ ) e poeira nestes

objetos. O tempo de vida de grãos de poeira em um ambiente tão inóspito é curto ( $T \sim 10^4$  anos), de forma que sua presença nestes objetos implica em um processo de produção constante ( $\dot{M}_d \sim 10^{-4} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ ), seja por processos internos ou acreção externa.

É neste cenário que encontramos as duas classes de galáxias aposentadas: num lado as que possuem linhas de emissão produzidas por um campo de radiação bastante duro, como o produzido por HOLMES (ELR), e noutro as que definitivamente não possuem linhas (LLR). Utilizando os dados do *survey* WISE, encontramos que os dois tipos de galáxias apresentam outra distinção, agora no infravermelho, com uma diferença de  $W2 - W3 \sim 0,5$  mag. Como a banda  $W3$ , centrada em  $12 \mu\text{m}$ , é dominada por bandas de emissão de PAHs, a origem desta diferença está relacionada com a presença de poeira nestes objetos. Além disso, as ELRs também possuem maior atenuação  $A_V$  que suas coirmãs, evidência de poeira difusa no meio interestelar.

Para nos certificar que a origem destas distinções não reside nas diferenças de massa, executamos um processo de pareamento por similaridade, garantindo que cada LLR irá possuir um par ELR mais semelhante possível tomando em conta sua massa, *redshift*, raio que contém metade de sua luz e concentração. Como mostramos na Seção 4.4, as diferenças em  $W2 - W3$  e em  $A_V$  permanecem, indicando que realmente há material contribuindo para isso.

Tomamos em conta os modelos de estrelas evoluídas, quando estas se encontram em sua fase pós-AGB. Os modelos prevêem que nesta etapa a casca de gás e poeira que se forma em torno do núcleo pode contribuir significativamente para o espectro na faixa de 7 a  $13 \mu\text{m}$  através da emissão de PAHs. Porém, como observamos uma diferença em  $A_V$ , os emissores que causam a diferença em  $W2 - W3$  para nossa amostra não podem estar presos pelas estrelas, mas sim, distribuídos pelo ISM. Assim sendo, se faz necessária a presença de um mecanismo eficiente de produção de poeira para o ISM, de forma a compensar a destruição via aquecimento.

Outra possibilidade está nos processos de arrancamento do gás através de efeitos de maré. Neste caso, as galáxias produzem continuamente gás e poeira internamente, mas as interações ambientais levam-nas a perderem este material, de tal forma que todos os observáveis decorrentes deste processo sejam mitigados. Quando isto ocorre, nenhuma linha de emissão é observada. Mesmo que a galáxia possua populações de HOLMES, não há mais gás que seja ionizado ou poeira que possa absorver e reemitir radiação no infravermelho.

No próximo capítulo ainda veremos como observamos as duas classes de RG no ultravioleta. Veremos que as observações destes objetos nas

bandas *FUV* e *NUV* do GALEX indicam haver emissão estelar diferente para as galáxias menos massivas. Ainda, através da análise dos índices de Lick, é possível identificar uma diferença sistemática no parâmetro que representa a idade das populações estelares que compõe estas classes.

## 5 AS GALÁXIAS APOSENTADAS E AS POPULAÇÕES ESTELARES

Em Astronomia, ao se deparar com qualquer observação relacionada ao ultravioleta, é comum se pensar em eventos do tipo emissão por estrelas massivas ou de material sendo depositado sobre algum corpo compacto. Em se tratando de galáxias, os dois mecanismos mais comuns de emissão UV são, em geral, formação estelar e núcleo ativo. Em galáxias SF, cujo espectro é dominado pela emissão de estrelas jovens e massivas e de regiões H II, o ultravioleta forma um importante conjunto de observáveis que ajudam a caracterizar a física destes objetos.

Por outro lado, em galáxias que deixaram de formar estrelas há muito tempo atrás, caso das nossas RGs, este cenário é bem diferente, uma vez que a emissão estelar é majoritariamente provida pelas estrelas de menor massa, muito mais frias, que dominam as regiões mais vermelhas do espectro, possuindo nível de ultravioleta quase nulo. No entanto, emissão ultravioleta é observado em algumas *early-type*. Quando isso ocorre, em geral se atribui esta emissão à presença de um núcleo ativo, embora possam haver outros mecanismos de produção de fótons UV nestes objetos. Foi com o avanço das técnicas de modelagem de estrelas de baixa massa que este panorama começou a mudar, com a emissão de muitas destas galáxias sendo agora atribuída aos estágios finais da evolução de estrelas de baixa massa, que são capazes de formar um campo ionizante de baixa intensidade suficiente para produzir as linhas observadas.

No contexto das galáxias aposentadas, o espectro ionizante é fornecido pelas populações estelares evoluídas de baixa massa (HOLMES), que, apesar de fraco, é duro o suficiente para ionizar o gás e imitar o espectro de núcleo ativo, produzindo linhas de emissão como H $\alpha$  e [N II]. No cenário que discutimos no Capítulo 4, tanto as aposentadas com linhas de emissão, quanto as sem elas, possuem tal campo radiativo, sendo apenas a presença de gás e poeira responsável por causar as diferenças observadas no óptico e no infravermelho (Stasińska et al., 2006). Não é esperado, portanto, que existam diferenças observáveis na emissão ultravioleta, sendo este o ponto que iremos explorar agora.

### 5.1 INTRODUÇÃO

Como frequente na Astronomia atual, a literatura sobre o ultravioleta em *early-type* é vasta. Alguns autores têm demonstrado que estre-

las nos seus estágios finais de evolução podem apresentar um excesso de luz no ultravioleta. Este fenômeno, quando em escala galáctica, é normalmente o chamado de UV *upturn* (UVX; Yi et al. 2011, Bureau et al. 2011, Hernández-Pérez & Bruzual 2013, Hernández-Pérez & Bruzual 2014). Como discutido por Yoon et al. (2004), esta característica permite a determinação da idade de populações estelares mais antigas, algumas tão antigas quanto a idade do universo. Em galáxias *retired*, este efeito já foi observado há bastante tempo (Code & Welch, 1979), sendo que, desde então, foi demonstrado que está presente em galáxias que não possuem sinais de qualquer formação estelar recente, implicando que o excesso observado deve ser proveniente de populações estelares velhas ao entrarem em sua fase final de evolução, conhecida como fase do Ramo Assintótico das Gigantes (AGB; Carter et al. 2011; Bureau et al. 2011; Ree et al. 2012; Smith, Lucey, & Carter 2012). Ainda, Ree et al. (2012), utilizando modelos de fases finais de evolução estelar, verificam a existência de UVX quando qualquer emissão proveniente de alguma formação estelar com  $t < 2$  Gyr é desprezível.

No entanto, o estágio em que as estrelas passam pela fase de AGB, ou pós AGB, e que possuem a maior contribuição para o ultravioleta possui um tempo de vida muito curto ( $(t_*) \sim 10^8$  anos; Pietrinferni et al., 2004). O número deste tipo de estrelas crescerá com a idade, chegando a 50% dos constituintes após  $10^{10}$  anos, tornando-se as fontes mais comuns de emissão do ultravioleta após 3,5 bilhões de anos, especialmente aqueles surgidos a partir da fusão de duas estrelas compactas (e.g Han, Podsiadlowski, & Lynas-Gray, 2007; Han, 2008). Estrelas que podem contribuir para a ocorrência de excesso ultravioleta são diversas, podendo ser identificadas como *post-AGB*, *post-early AGB*, ou *AGB-manquè*, fase similar a que passam os objetos resultantes da fusão de dois núcleos compactos. No entanto, as observações de sistemas dominados por populações estelares velhas na nossa galáxia não mostram a quantidade deste tipo de estrela (binárias) necessária para explicar todo o fluxo de ultravioleta detectado em sistemas que possuem o UV *upturn* (Rosenfield et al., 2012; Hernández-Pérez & Bruzual, 2014).

Apesar dos esforços dispensados em solucionar o problema do UVX em sistemas evoluídos, a sua existência ainda permanece bastante incerta. Possivelmente nos próximos anos surgirão observações e modelos mais eficientes que sejam capazes de oferecer pistas mais concisas a este respeito (e.g. Hernández-Pérez & Bruzual, 2013, 2014; Simonian & Martini, 2017).

Por outro lado, como apontado por Kaviraj et al. (2007), muitas galáxias *early-type* podem apresentar indícios de formação estelar recente, sendo que cerca de 1 a 3% de todas as aposentadas em  $z < 0,11$  formaram



estrelas há menos de 1 Gyr, com as remanescentes desta época possuindo tempo de vida médio de 0,5 Gyr. Estas populações de idade intermediária são alvo de modelos como os de Vazdekis et al. (2016), que tem por objetivo modelar a presença de resquícios de formação estelar recente em galáxias dominadas por populações estelares velhas (Yi et al. 2005, Smith, Lucey, & Carter 2012, Petty et al. 2013). Além disso, Ko et al. (2016) demonstraram que é possível identificar resíduos de formação estelar em um tempo de 1 a 5 Gyr tanto no ultravioleta como no infravermelho, o que gera as características que temos observado até aqui. Ainda, segundo Kaviraj et al. (2007), galáxias *early-type* que passaram por um evento de uma pequena acreção de material externo ou pequena fusão, terão cor  $NUV - r < 5,5$ , esta que será afetada pela emissão proveniente do resto de gás e das estrelas relativamente jovens ali encontradas.

Neste sentido, testaremos nossos dois grupos de galáxias aposentadas no sentido de determinar em que condições encontramos as galáxias aposentadas da nossa amostra, bem como se há alguma característica que seja capaz de distinguir entre estas classes também no ultravioleta, além de verificar se as classes ELR e LLR possuem alguma relação com o UV *upturn*.

### 5.1.1 Os dados UV e a amostra

Para analisarmos as características das galáxias aposentadas (ELR e LLR) no ultravioleta, utilizamos os dados disponibilizados pelo *survey* GALEX, cujo projeto foi descrito na Seção 2.1.3. A partir do *match* com nossa amostra para a MGS do SDSS-DR7, temos 308 576 galáxias coincidentes nos dois catálogos. A partir disso, tomamos os pares LLR-ELR como definidos na Seção 4.4, cuja amostra contém 88 364 objetos definidos como “*bona fide*” *early-type*, que compõe as classes de aposentadas com e sem linhas de emissão, além de serem elípticas por seleção.

Além disso, impomos que as galáxias a serem consideradas devem estar restritas à faixa de *redshift* de  $0,04 < z < 0,095$ . Por fim, selecionamos apenas aquelas que possuem medidas de  $NUV$  e  $FUV$  do GALEX com  $SN_\lambda > 3$ , critério este que aplicamos somente quando é necessário, ou seja, quando utilizamos as medidas de  $NUV$ , aplicamos  $SN_{NUV} > 3$ , o mesmo valendo para o  $FUV$ . Não definiremos uma amostra com estes critérios restritivos de forma global, uma vez que a emissão ultravioleta de galáxias *early-type* é muito pequena, fazendo com que nossa amostra sofra uma redução severa no número de objetos que obedecem a ele. Além disso, a emissão em  $FUV$  é muito mais pobre, originando uma diferença significativa entre o volume de objetos que contêm emissão  $NUV$  daquele que é composto pelos que tem  $FUV$ , este sendo bastante menor. Do

total de objetos obtidos no pareamento, temos 7325 pares que possuem  $SN_{NUV} > 3$  e 504 com  $SN_{FUV} > 3$ .

## 5.2 APOSENTADORIA NO ULTRAVIOLETA

A partir da definição dos dados, seguimos procedimento similar ao feito anteriormente, fazendo a comparação entre a propriedade das duas classes de aposentadas em função de uma terceira medida. No caso aqui, usaremos a massa estelar calculada com o STARLIGHT, tal qual já fizemos no Capítulo 4, tomando as medianas para a análise estatística.

A Figura 5.1 mostra a mediana correspondente à diferença da cor  $NUV - r$  das LLR em relação a das ELR, ou  $\Delta(NUV - r) = (NUV - r)_{LLR} - (NUV - r)_{ELR}$ . Vemos que a cor das duas classes possui uma ligeira diferença, com as galáxias ELR possuindo maior emissão na banda  $NUV$ , como pode ser constatado a partir da luminosidade na banda  $NUV$  mostrada na mesma figura. No entanto, a diferença é muito pequena, da ordem de 0,3 magnitudes para menores massas ( $\log M_*/M_\odot \sim 10,7$ ), não havendo diferença para massas maiores ( $\log M_*/M_\odot \sim 11,3$ ).

A mesma característica também é observada para a banda  $FUV$ , mostrada pela Figura 5.2, apenas com o valor da diferença para as menores massas ( $\log M_* \sim 11$ ) sendo da ordem de 0,5 mag. Vemos que, devido ao corte mais pronunciado no número de objetos selecionados com  $SN_{FUV} > 3$ , a estatística fica bastante prejudicada, com apenas galáxias de grandes massas ( $\log M_* \sim 11$ ) sendo observadas. Para todos os efeitos, com diferenças tão pequenas em ambas as bandas UV, não temos confiança para afirmar que de fato são reais. Porém, é importante notar que, novamente, as diferenças são sistemáticas, tal qual o é para a banda  $W3$  do WISE. No entanto, esta pequena diferença nos fornece uma pista importante: na Figura 4.4 vimos que as classes ELR e LLR possuem uma diferença de idade média muito pequena (da ordem do erro da estimativa de idade) para menores massas. Isto pode ser reflexo desta emissão pouco maior na região do ultravioleta. Ainda assim, por ser quase insignificante, é impressionante que a síntese seja capaz de “perceber” tamanha sutileza.

Sendo este o caso, as populações estelares componentes das galáxias ELR seriam ligeiramente mais recentes, implicando ter havido alguma formação estelar nestes objetos em um tempo posterior ao último surto ocorrido nas LLR. Outra observação interessante que podemos fazer é que a grande maioria das galáxias da grande classe de RGs experimentou algum evento de acreção de gás por meio externo em virtude da fração de galáxias das duas classes com  $NUV - r < 5,5$  (Kaviraj et al., 2007). Nesta amostra, temos que 36,4% das ELR e 51,2% das LLR possuem  $NUV - r > 5,5$ , o

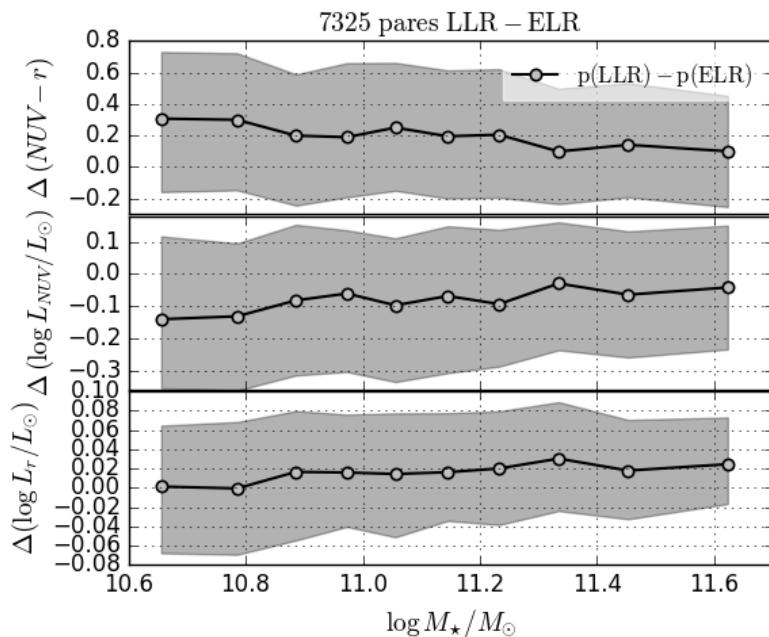


Fig. 5.1: Diferença entre a cor  $NUV - r$  de galáxias LLR relativa às ELR como função da massa estelar,  $\log M_*$  vs  $\Delta(NUV - r)$ ; para a luminosidade na banda  $NUV$ ; e para a luminosidade na banda  $r$ . A linha preta corresponde à mediana da distribuição em bins contendo o mesmo número de objetos, com a área sombreada representando os seus quartis.

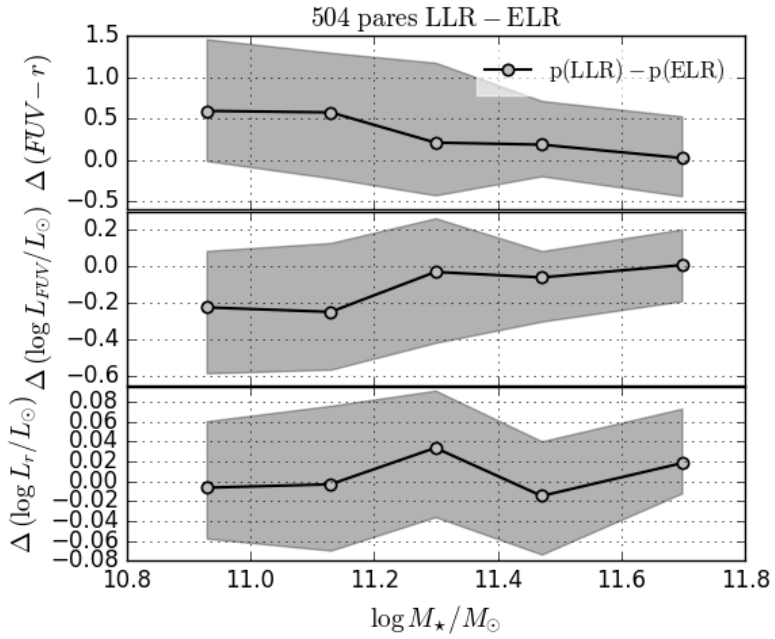


Fig. 5.2: Mesmo que para a Figura 5.1 para a banda *FUV*.

que caracterizaria evolução estelar própria, i.e. sem acreção externa. Já para todas as galáxias aposentadas, 43,8% possuem  $NUV - r > 5,5$ , sinalizando evolução química sem sinais de formação estelar recente. Desta forma, é natural que galáxias de menor massa ainda apresentem algum indício remanescente deste período, uma vez que, em geral, galáxias de maior massa têm sua evolução estelar acelerada, com um eventual evento de *starburst* tendo duração menor que em uma contrapartida menos massiva (e.g. Penny et al., 2015).

No entanto, tanto as observações de idade do Capítulo 4, quanto as pequenas diferenças do UV observadas aqui, somente mostram que as populações estelares são virtualmente idênticas. Isto é um fator já esperado, uma vez que, de acordo com os modelos de emissão por estrelas evoluídas de baixa massa, ambas as classes de aposentadas devem ter a mesma ordem de fótons ionizantes, de forma que não devem haver grandes diferenças no ultravioleta (Stasińska et al., 2006).

Desta forma, a única diferença de fato é a existência ou não de gás (e poeira), como argumentamos anteriormente, na Seção 4.7. Outro fator que precisa ser considerado é com relação à fonte de aquecimento da poeira nas aposentadas. Em um estudo do bojo de M31, Groves et al. (2012) argumentam que a principal fonte de aquecimento da poeira naquele sistema é formada pelas estrelas de baixa massa, sendo a radiação óptica a responsável por tal feito. Dessa forma, nas galáxias ELR, cujo reservatório de poeira é maior que o das LLR, não é sequer necessária a presença de maior emissão ultravioleta para fornecer a cor infravermelha observada. As populações de baixa massa e sua emissão óptica seriam suficientes para isso.

### 5.2.1 UV *upturn* como gerador da dualidade LLR-ELR?

Utilizamos agora se o excesso ultravioleta devido aos sistemas estelares evoluídos em galáxias *early-type* pode ser o fator gerador da diferenciação entre as classes ELR e LLR. Para isso, vejamos a região do UV *upturn* de Yi et al. (2011), que a define pelos limites como  $NUV - r > 5,4$ ,  $FUV - NUV < 0,9$  e  $FUV - r < 6,6$ . Estes valores têm por objetivo evitar a emissão de estrelas jovens brilhantes no ultravioleta, bem como selecionar aqueles sistemas com UV crescente com  $\lambda$  decrescente e fluxo pronunciado na banda *FUV*.

Para isso, utilizamos a amostra composta pelos pares LLR-ELR, exigindo que todos possuam  $SN > 3$  para ambas as bandas *NUV* e *FUV*. Esta amostra é pequena, com apenas 504 objetos em virtude da severidade do corte introduzido pela qualidade do fluxo na banda *FUV*.

A Figura 5.3 mostra o diagrama contendo todos os objetos desta amostra, com contornos representando o percentil 90 de cada distribuição. Como podemos ver, não há qualquer posicionamento preferencial das galáxias das duas classes de RGs com relação à região do UV *upturn*, demonstrando que esta propriedade não tem qualquer relação com a definição das classes ELR e LLR. Desta forma, o evento que dá origem às propriedades físicas que identificam os dois grupos de *retired* é devido a outros fatores, sem uma ligação direta ao UVX.

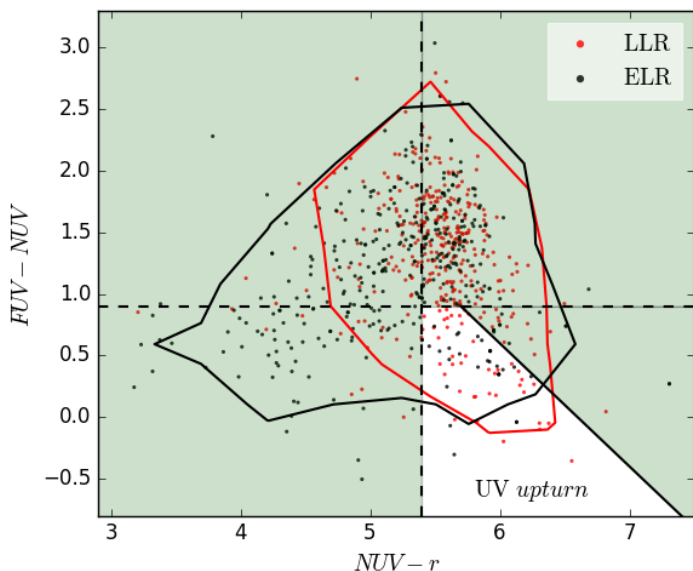


Fig. 5.3: Diagrama cor-cor  $NUV-r$  vs  $FUV-NUV$  para a amostra de galáxias RGs cuja detecção nas bandas  $NUV$  e  $FUV$  possui  $SN > 3$  para os pares LLR-ELR. A cor preta representa as galáxias ELR, enquanto em vermelho são as LLR. Os contornos representam o percentil 90 de cada distribuição. A região destacada corresponde ao UV *upturn* definido por Yi et al. (2011).

Por isso, podemos nos ater às consequências da ocorrência de aquisição de material externo, cuja discussão podemos expandir com uma análise a partir das características da evolução química e da idade das populações estelares que compõe estas galáxias.

### 5.3 ÍNDICES DE LICK, A METALICIDADE E A IDADE

É importante que façamos aqui um apanhado dos observáveis que vimos ao longo deste trabalho. A Tabela 5.1 lista as propriedades mais importantes que já foram discutidas de forma que possamos ter uma visão geral das relações entre as classes LLR e ELR. As pequenas diferenças de idade e metalicidade observadas no Capítulo 4, podem estar refletidas no UV destas duas classes de galáxias, implicando em alguma diferença entre suas populações estelares. Estas, em geral, são mais velhas, com maior metalicidade e mais enriquecidas de elementos  $\alpha$  que suas contrapartidas em galáxias SF, de tal forma que suas características aparecem bem definidas em seu espectro (e.g. Thomas et al., 2004; ?; McDermid et al., 2015; Segers et al., 2016).

Tab. 5.1: Lista de observáveis relativos às duas classes de galáxias aposentadas.

Propriedade	Relação entre LLR e ELR
Linhas de emissão	ELR (✓); LLR (✗)
$M_*/M_\odot$	$\sim$ iguais
$L_r/L_\odot$	$\sim$ iguais
$L_{W2}/L_\odot$	$\sim$ iguais
$L_{W3}/L_\odot$	$L_{W3}(\text{ELR}) > L_{W3}(\text{LLR})$
$Z_*/Z_\odot$	$Z_*(\text{ELR}) \lesssim Z_*(\text{LLR})$
$t_*$	$t_*(\text{ELR}) \lesssim t_*(\text{LLR})$
UV	UV(ELR) $\sim$ UV(LLR)
$A_V$	$A_V(\text{ELR}) > A_V(\text{LLR})$

Por isso, a partir das observações apontando que galáxias *early-type* que possuem populações estelares mais velhas e com maior metalicidade, possuem linhas de absorção de  $H\beta$  e magnésio atômico (Mgb) mais profundas e largas (Bureau et al., 2011), analisamos nossa amostra de galáxias aposentadas utilizando os índices de Lick de Worthey et al. (1994) e Worthey & Ottaviani (1997), disponibilizados pelo grupo MPA<sup>1</sup>. Como referência para a seleção das populações de galáxias ELR e LLR, utilizamos o resultado do pareamento, onde consideramos apenas os objetos ELR e LLR mais idênticos possíveis com  $0,04 < z < 0,095$ . Ainda, para evitar medidas espúrias, impomos que os índices, tanto para  $H\beta$  quanto para Mgb, devem ter  $SN_\lambda > 3$ . Os resultados disso são mostrados nos diagramas da Figura 5.4.

<sup>1</sup> [https://wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/SDSS/DR7/SDSS\\_indx.html](https://wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/SDSS/DR7/SDSS_indx.html)

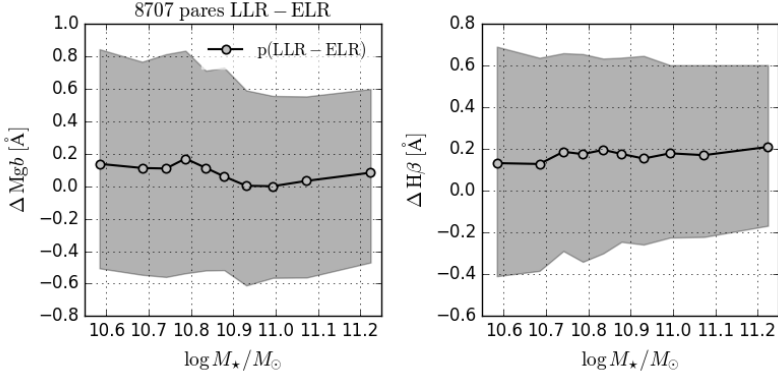


Fig. 5.4: Mediana da diferença dos índices de Lick para as populações de ELR e LLR utilizando os pares calculados anteriormente. Aos dois índices foi exigido  $SN > 3$ . Os erros médios associados aos índices são de  $E_{Mgb} = 0,57 \text{ \AA}$  e de  $E_{H\beta} = 0,49 \text{ \AA}$ . A área sombreada corresponde a  $1\sigma$  da distribuição.

A diferença observada para o magnésio atômico na Figura 5.4 pode ser vista como um indício das diferenças de metalicidade calculadas pelo STARLIGHT no Capítulo 4. Vamos verificar novamente esta suposição através das diferenças entre os pares LLR-ELR, onde selecionamos apenas galáxias com  $0,04 < z < 0,095$  dentro de nossa amostra de pares. A coluna da esquerda da Figura 5.5 mostra as metalicidades médias estimadas com o STARLIGHT, onde identificamos diferenças mínimas entre as duas classes.

Já quando consideramos a largura equivalente de  $H\beta$ , o cenário é um pouco melhor definido. Enquanto as idades médias da Figura 5.5 são virtualmente idênticas, a diferença observada na Figura 5.4 é bem definida para toda a faixa de massas. Notadamente, estamos falando de diferenças pequenas, da ordem de  $0,2 \text{ \AA}$ . No entanto, assim como já argumentamos anteriormente, são sistemáticas. Esta diferença implica em uma diferença de idade entre as populações estelares dominantes das duas classes de galáxias aposentadas, LLR e ELR, sendo estas pouco mais jovens. Desta forma, possivelmente temos, além da presença de gás e poeira, uma sutil diferença de idades das populações estelares, que, por sua vez, pode estar ligado a um evento de acreção de gás molecular em um tempo menor nas galáxias ELR em relação ao último evento do mesmo tipo que ocorrera na contrapartida LLR.



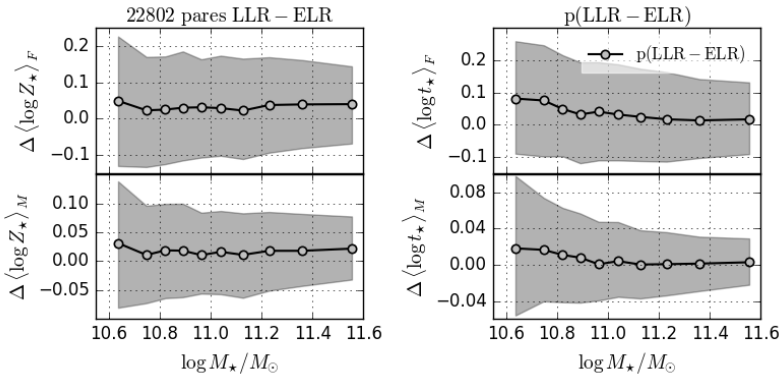


Fig. 5.5: Mediana da diferença da metalicidade e idade médias calculadas pelo STARLIGHT, ambas ponderadas em fluxo e massa. A linha preta representa a mediana em bins de mesmo número de objetos e a área sombreada são os quartis da distribuição.

No entanto, quando comparamos os resultados obtidos com os índices de Lick com o STARLIGHT, notamos que estatisticamente não há diferenças relevantes para a metalicidade. Isto é mostrado pela Figura 5.6, onde vemos os gráficos de  $\Delta W_{\text{Mgb}} \times \Delta \log Z_{\text{SEAGal}}$  e  $\Delta W_{\text{H}\beta} \times \Delta \log t_{\text{SEAGal}}$ . Os contornos representam os níveis  $1\sigma$  e  $2\sigma$  da distribuição. Por outro lado, notamos que a pequena diferença de idade observada na Figura 5.4 permanece, onde vemos que o centro da distribuição de  $\Delta(\text{SEAGal})$  versus  $\Delta(\text{Lick})$  fica centrada em  $\Delta W_{\text{H}\beta} \simeq 0,2 \text{ \AA}$ . Ainda que esta diferença seja pequena, mais de 63% dos pares LLR-ELR possuem  $\Delta W_{\text{H}\beta} > 0 \text{ \AA}$ , indicando que há uma tendência de que as populações estelares das ELR são ligeiramente mais jovens. Naturalmente, este resultado não é definitivo, mas é um bom indicador relativo às idades das populações estelares.

#### 5.4 RESUMO DO CAPÍTULO

Neste capítulo apresentamos algumas observações breves a respeito das propriedades físicas das duas classes espectrais de galáxias aposentadas no ultravioleta, bem como em relação a dois dos índices de Lick que são marcadores dos estágios de evolução química de populações estelares. Vimos no Capítulo 4 que as classes ELR e LLR possuem características bem marcantes no infravermelho, que foram detalhadamente discutidas.

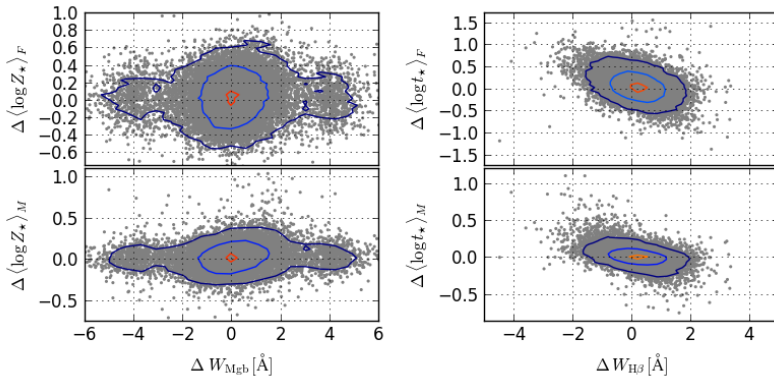


Fig. 5.6: Diagramas das distribuições de  $\Delta W_{\text{Mgb}} \times \Delta \log Z_{\text{SEAGal}}$  (esquerda) e de  $\Delta W_{\text{H}\beta} \times \Delta \log t_{\text{SEAGal}}$  (direita). As medidas de metalicidade e idade são ponderadas em fluxo (painéis superiores) e em massa (inferiores). Os contornos representam os níveis de  $1\sigma$  e  $2\sigma$  e os 10% centrais da distribuição (azul, verde e vermelho, respectivamente). Os pontos cinza representam cada par LLR-ELR utilizado para o cálculo do  $\Delta \text{Prop}$ .

Já no ultravioleta estas duas classes refletem, em muito, o que já é observado para o óptico. Suas populações estelares são muito semelhantes, de tal forma que são quase indistinguíveis. A partir de uma análise do ponto de vista do excesso ultravioleta observado em alguns sistemas *early-type*, se as duas classes o possuem, não é este fator que as diferencia. Desta forma, o fenômeno do UV *upturn* não é o fator que determina a diferença entre as duas classes. A presença de linhas de emissão ópticas nas ELR é exclusivamente devida ao gás difuso do meio interestelar.

Além disso, investigamos as propriedades de evolução química das populações estelares das duas classes através dos índices de Lick de  $\text{H}\beta$  e do magnésio atômico,  $\text{Mgb}$ , identificando que, possivelmente, as populações estelares dominantes possam ter um tempo evolutivo ligeiramente diferente, refletindo esta característica nas estimativas obtidas com a síntese espectral do STARLIGHT.

Estas duas observações apenas reforçam o que já foi discutido no Capítulo 4, em que concluímos que a maior (senão única) diferença entre as classes ELR e LLR é devida apenas à presença ou ausência de gás e poeira ( $M_{\text{gs}} < 7 \times 10^7 M_{\odot}$ ) difusa no ambiente interestelar. Porém, não podemos descartar uma diferença de idades entre as populações estelares, sendo,

possivelmente, originadas por um evento de *minor merger* em um tempo menor nas ELR que nos seus pares LLR.

Com isso, concluimos este estudo. No capítulo seguinte iremos discutir as principais conclusões e apontar algumas perspectivas futuras.



## 6 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Durante as últimas três décadas, diagramas de diagnóstico por linhas espectrais são largamente utilizados para caracterizar as propriedades físicas de galáxias. Em especial, podemos destacar os diagramas BPT e WHAN. Com os grandes *surveys* espectroscópicos, como o SDSS, estes esquemas tornaram-se uma ferramenta bastante útil, sendo utilizados em larga escala e caracterizando centenas de milhares de objetos simultaneamente. No entanto, como já defendido anteriormente por outros autores, estes esquemas estão sujeitos a diversos efeitos espúrios, como os causados pela abertura limitada da fibra do SDSS, utilizada na obtenção do espectro. Outro efeito que pode ser citado é o efeito de seleção, quando galáxias mais brilhantes são selecionadas a maiores distâncias em detrimento das menores. Isto pode levar a uma classificação que não representa as características globais da galáxia, mas sim, apenas a pequena porção coberta pela fibra.

### 6.1 CONCLUSÕES

Diante disso, neste trabalho, aproveitamos os dados no infravermelho médio do WISE para estudar como se dá a relação das propriedades físicas identificadas a partir da classificação espectral com a porção infravermelha do espectro, bem como efeitos de abertura podem afetar sua classificação espectral. Utilizando as bandas centradas em 4,6 e 12  $\mu\text{m}$  ( $W2$  e  $W3$ , respectivamente), ganhamos duas vantagens: 1) a fotometria do WISE não está sujeita a efeitos de abertura; e 2) estas duas bandas refletem majoritariamente duas características físicas bem distintas das galáxias, com  $W2$  exprimindo melhor a emissão estelar e  $W3$  a emissão de poeira morna ( $30 \leq T \leq 60 \text{ K}$ ). Esta característica faz com que a cor  $W2 - W3$  apresente uma forte bimodalidade entre as galáxias que possuem formação estelar, com fluxo em  $W3$  bastante intenso, daquelas que não tem, cujo espectro é decrescente no infravermelho.

A partir disso, utilizando a classificação pelo método WHAN, selecionamos as populações de galáxias com formação estelar (SF) daquelas sem nenhuma linha (LLR). Desta seleção, obtivemos um separador “ideal” para a cor  $W2 - W3$ , caracterizando as duas seções da cor que melhor representam as duas classes extremas de galáxias, cujo valor é  $W2 - W3 = 2,5 \text{ mag}$ . Embora este valor não seja de fato um separador de presença e ausência de formação estelar, Durante este processo, identificamos que há um grande número de galáxias classificadas como LLR, mas

que possuem  $W2 - W3 > 2,5$ , correspondentes à formação estelar. Utilizando os dados disponibilizados pelo projeto de classificação morfológica visual Galaxy Zoo, selecionamos uma amostra de LLRs contendo apenas as galáxias que de fato sejam elípticas, de modo a extrair aquelas em que é observado apenas o bojo velho. Pudemos constatar que as galáxias definidas pelas linhas de emissão como LLR que possuem cor  $W2 - W3 > 2,5$  são na realidade objetos *late-type*, com um disco com braços espirais pronunciados e ricos em formação estelar. A partir da identificação destes objetos e subsequente extração deles da amostra, também encontramos a melhor divisão entre as classes SF e LLR em função do índice de concentração, cujo valor é de  $CI = 2,75$ , ligeiramente maior que os encontrados anteriormente por Strateva et al. (2001) e Mateus et al. (2006), 2,63 e 2,62, respectivamente. Este valor é maior devido ao fato de que selecionamos uma amostra de *late-type* que contempla apenas galáxias SF, eliminando as hospedeiras de AGN que em geral também são espirais com formação estelar. Em virtude desta restrição, a estimativa do valor de  $CI$  é deslocada na direção das galáxias mais espirais por construção.

Com esta divisão, definimos um outro tipo de diagrama utilizando a largura equivalente de  $H\alpha$  ( $W_{H\alpha}$ ) como função de  $W2 - W3$  (diagrama WHAW), uma vez que estas duas medidas são correlacionadas com a atual taxa de formação estelar. Com a nossa divisória, podemos examinar outras partes que não são cobertos pela fibra. Utilizando uma amostra do diagrama BPT, ajustamos a reta que melhor representa a distribuição das galáxias no plano WHAW, encontrando  $W_{H\alpha} = 0,55 \times (W2 - W3) - 0,69$ . Com base nesta reta, vimos que as galáxias classificadas pelo BPT distribuem-se em uma sequência de massa e metalicidade, sendo esta característica mais marcante para as SF. Já as chamadas LINERs no BPT, ocupam a faixa mais massiva da distribuição e possuem a maior faixa de cor, transitando desde o extremo sem formação estelar até o oposto, onde esta se faz presente.

Esta sequência em massa também tem como consequência uma taxa crescente de metalicidade para as SF. Com isso, mostramos na Seção 3.3.2, que as galáxias que possuem os maiores valores de cor no diagrama BPT, mostrado na Seção 3.2, são aquelas que possuem maior metalicidade e massa. Além disso, vimos que as galáxias SF seguem uma distribuição linear para  $W2 - W3$ , massa estelar ( $M_*$ ) e metalicidade, sendo que os mesmos objetos que possuem valores grandes de  $W2 - W3$  à esquerda da linha de Stasińska et al. (2006), são aqueles com massas acima do limite de  $\log M_*/M_\odot = 10,67$ , que caracteriza a divisão entre galáxias com e sem formação estelar em andamento para o universo próximo.

Observamos que há uma fração considerável de objetos com alta taxa de formação estelar, baixa metalicidade, mas com alta massa ( $\log M_*/M_\odot > 10,67$ ). Especulamos que podem ser galáxias resultantes de uma fusão em andamento e que não tiveram tempo suficiente para produzir a quantidade de metais característica de objetos massivos. Não estudamos estas galáxias para não fugir ao escopo do trabalho, deixando este ponto para o futuro.

A análise de três amostras de galáxias classicamente tipo LINER para o BPT, mostra que uma fração grande ( $\sim 8\%$ ) destes objetos não possui um núcleo ativo de fato, mas que sua emissão é atribuída às estrelas evoluídas de baixa massa (HOLMES) como anteriormente mostrado pelo diagrama WHAN. O diagrama WHAW também mostra que, quanto maior o raio de cobertura da fibra, maior é a fração de objetos com  $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$  aos quais é atribuída emissão de HOLMES, uma vez que, com o aumento da extensão da galáxia captada pela fibra, mais partes extensas são observadas, de modo que as populações residentes aí são agora consideradas. Isso corroborou o que outros autores já haviam observado com técnicas de fotometria com resolução espacial, indicando que uma fração bem pequena da população de LINERs tem de fato uma fonte de emissão nuclear, que é o que as define. A população de galáxias que de fato possuem um núcleo ativo de baixa ionização estão consideradas pelo WHAN como portadores de AGN fraco (wAGN).

No mesmo sentido, ainda vimos que a grande maioria as galáxias classificadas como tipo LINER pelo BPT não possui cores no infravermelho correspondentes a um espectro de AGN. Para isso, utilizamos das definições de emissão de uma lei de potência simples, como utilizada por Caccianiga et al. (2015), com a finalidade de averiguar a quantidade deles que estariam na assim chamada “região de AGN”. Como vimos, quanto mais “LINER” os objetos são no BPT, mais distante da região de AGN eles ficam alocados, indicando que a emissão IR destas galáxias não é produzida pelo material ionizado que circunda um buraco negro central. Nesta análise, é necessário que a contribuição estelar seja dominante, mitigando qualquer eventual emissão de AGN, mais um indicativo de que, majoritariamente, as BPT-LINERs não possuem AGN. Estes resultados, em sua maioria, foram publicados em Herpich et al. (2016), que pode ser acessado na íntegra no Apêndice A.

Feito isso, deixamos a classificação do BPT à parte e utilizamos apenas as definições do diagrama WHAN, separando uma amostra *bona fide*, formada apenas por galáxias aposentadas, sendo estas selecionadas pela presença ou ausência de linhas de emissão. Para nos certificarmos não haver contaminação por bolsões de formação estelar, especialmente naquelas com linhas de emissão (ELRs), utilizamos o Galaxy Zoo para selecionar

apenas as galáxias com probabilidade  $P > 0,5$  de serem elípticas. Desta forma, construímos uma amostra mais homogênea no sentido de estarem presentes apenas galáxias *early-type*.

A partir disso, identificamos que as galáxias ELR possuem maior fluxo na região em torno da banda  $W3$  do WISE em relação à mesma medida das LLR, sendo que a emissão estelar medida pela banda  $W2$  para ambas as classes é estritamente idêntica. Como a banda  $W3$  mede a emissão oriunda de poeira, podemos dizer que esta discrepância entre as emissões das duas classes tem origem na presença de poeira, o que pode ser esperado. Neste mesmo contexto, percebemos que a atenuação  $A_V$  medida pelo código STARLIGHT é maior para as galáxias ELR, sendo, portanto, correlacionada à presença de material difuso no ISM. Identificamos ainda que há uma ligeira diferença na idade e na metalicidade extraídas pelo STARLIGHT, o que pode indicar uma diferença nas populações estelares que compõe estes dois tipos de galáxias.

Como forma de aumentar a confiabilidade nestes resultados, fizemos um pareamento entre os objetos das classes ELR e LLR, procurando por aqueles que melhor coincidem em termos de massa estelar, *redshift*, raio que contém a metade da luz observada e o índice de concentração. Com isso, garantimos que cada par LLR-ELR seja o mais idêntico possível, de forma que as diferenças observadas possam ser checadas acerca da influência de aspectos físicos e morfológicos que eventualmente interfiram nas suas propriedades físicas. Novamente, fazendo a checagem entre as duas classes, identificamos que as diferenças no infravermelho permanecem para todas as faixas de massa. Além disso, a atenuação nas ELR continua maior, e que se correlaciona com a maior emissão em  $\sim 12 \mu\text{m}$  desta classe. No entanto, após o pareamento, a já pequena diferença na idade tornou-se virtualmente inexistente, enquanto a da metalicidade permanece sem grandes mudanças. Isto implica na não existência de diferenças evolutivas nas populações estelares, embora a metalicidade permaneça indefinida.

Para uma avaliação final acerca das populações constituintes destas duas classes de galáxias, utilizamos modelos de populações estelares de baixa massa para o infravermelho. Notamos que, segundo estes modelos, é esperado que duas destas populações estelares, com idades de  $t_\star \sim 8$  e  $t_\star \sim 10$  Gyr, representem com relativa eficiência as diferenças observadas para a banda  $W3$  entre as ELR e LLR, respectivamente. No entanto, estes modelos não são capazes de representar as diferenças que observamos nas cores do ultravioleta, o que levanta a dúvida com relação a esta abordagem.

Como mais um teste sobre a situação evolucionária das populações estelares, comparamos as diferenças com relação ao ambiente galáctico. É sabido que a densidade ambiental do meio em que as galáxias estão in-



seridas, altera seu caminho evolutivo, seja pelo arrancamento/destruição do gás (e, conseqüentemente, de poeira) do ISM, ou pela aceleração da evolução química das populações constituintes (e.g. Mateus et al., 2007). Comparando as diferenças observadas com relação aos indicadores de densidade ambiental massa do halo e densidade projetada ao quinto vizinho, observamos que elas permanecem constantes, independente do ambiente em que a galáxia vive. Esta leitura é até esperada, uma vez que a nossa análise não leva em conta a fração de objetos de cada classe em um ambiente ou outro, mas somente seus observáveis. No contexto das frações é bastante diferente, uma vez que a densidade ambiental afeta diretamente a quantidade de objetos de cada uma das duas classes, havendo uma fração muito maior (até 70% das galáxias de uma amostra limitada em volume) de LLRs em ambientes mais densos, enquanto a fração das ELR domina em sistemas isolados, chegando a 40% de todas as galáxias em ambientes pouco densos.

Finalmente, no Capítulo 5 vimos alguns resultados a partir do ultravioleta com o GALEX para as duas classes de galáxias aposentadas intensivamente discutidas neste trabalho. Como vemos nas Figuras 5.1 e 5.2, há um indicativo muito fraco da presença de maior emissão UV em galáxias ELR comparativamente à das LLR. Isto pode apontar para um cenário em que as populações estelares que constituem estes dois tipos de galáxias tenham um tempo de vida ligeiramente diferente, sendo, inclusive, esta diferença de emissão que produz as diferenças nas idades médias observadas tanto no Capítulo 4, quanto no 5.

Além disso, uma comparação com os indicadores de idade e metalicidade de Lick aponta para pequenas diferenças quanto à evolução química das estrelas em ELR e LLR, enquanto que uma possível diferença de idade torna-se mais evidente, justamente a partir da observação de  $\Delta H\beta \sim 0,2 \text{ \AA}$ , com as populações estelares das LLR sendo pouco mais velhas. Desta forma, entendemos que, seguindo o descrito por trabalhos que consideram a ocorrência de eventos de pequenos *mergers* em galáxias *early-type*, possivelmente, as galáxias aposentadas com linhas podem ter experimentado um evento de formação estelar há menos tempo que suas pares LLR. Por outro lado, mesmo que eventos de acreção externa estejam relacionados com as diferenças entre estas galáxias, isso não necessariamente implica que a diferença primária que define estas classes, o ISM difuso, esteja diretamente ligado a ela. Porém, a presença de gás e poeira pode sim, em última instância, serem remanescentes do último evento de SF.

Este cenário parece ser um forte candidato a mantenedor do ISM difuso em ELR, já que em geral, o tempo de vida do gás e da poeira é muito

curto relativo à idade da galáxia. Assim sendo, seria possível descrever todo o processo que leva a existência deste tipo de objeto. Consideremos uma grande classe de galáxias aposentadas, iguais e sem nenhum vestígio de formação estelar após em um longo tempo ( $t > 6 \text{ Gyr}$ ). Neste caso, todo o reservatório de gás e poeira foi utilizado, perdido ou destruído. Consideremos agora que as galáxias deste grupo tem probabilidade igual de acretar ou não uma certa quantidade de gás molecular do meio externo (esta é uma visão um tanto simplista, uma vez que o “ecossistema” galáctico é muito mais complexo, mas que é capaz de ilustrar adequadamente este cenário).

Isto posto, decorrido tempo de  $\sim 5 \text{ Gyr}$ , aproximadamente metade das galáxias do grupo original terá experimentado um evento adição de material ( $M < 4 \times 10^8 M_\odot$ ) e, conseqüentemente, de formação estelar ( $SFR \sim 0,3 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ ) (e.g. Crocker et al., 2011). Como o material é limitado, após um tempo  $t \sim 1 \text{ Gyr}$  depois do surto, a população estelar hospedada pela galáxia será uma mistura das estrelas originais com as “novas”, de forma que agora seja possível observar as propriedades físicas originais adicionadas das produzidas pelas estrelas mais jovens. Desta forma, o grupo original de RGs será agora composto por aproximadamente metade das galáxias com resquícios deste último evento de SF, enquanto a outra metade manterá suas propriedades originais. Os “restos” do material ( $M < 10^7 M_\odot$ ) disponibilizado pelo *minor merger* serão espalhados pela galáxia, produzindo o ISM difuso do qual vemos evidências através das linhas de emissão, da atenuação e da emissão da poeira no IR. Desta forma, até mesmo a ocorrência da presença de maior emissão ultravioleta somente em *early-type* de menor massa ( $M < 2,5 \times 10^{11} M_\odot$ ), é mais compreensível. Como argumentado por Penny et al. (2015), as galáxias de maior massa aceleram a formação e evolução estelar. Neste caso, os sinais da SF dos objetos de maior massa são dispersados em um tempo muito menor ( $t < 10^8$  anos), produzindo o padrão que vimos nas Figuras 5.1 e 5.2.

Desta forma, este parece ser um cenário bem palpável, que se ajusta de forma bem razoável aos vários observáveis que foram considerados ao longo deste trabalho. A compilação dos resultados dos Capítulos 4 e 5 serão submetidos para publicação em periódico especializado em breve.

## 6.2 PERSPECTIVAS FUTURAS

Consideramos aqui uma versão do cenário de aquisição de gás do meio externo um tanto simplista. Assumimos uma probabilidade de 50% de ocorrência ou não, de forma que, após um certo tempo, metade das galá-

xias aposentadas terá experimentado um evento de *minor merger*, produzido uma quantidade de estrelas determinada pela porção de material disponibilizado e, atualmente, mostrando as características que observamos nos Capítulos 4 e 5. Esta suposição foi ascendida pelo fato de observarmos que o grande grupo das RGs é dividido em duas porções aproximadamente iguais. No entanto, muito provavelmente não será assim, de modo que é interessante calcular uma densidade de probabilidades mais realista, que seja capaz de fornecer uma descrição mais acurada deste processo. Para isso, é impreterível que se faça a comparação com os modelos e observações de evolução cósmica, que contenha as fases internas da galáxia e que considere as consequências da sua interação com o meio em que está inserida (e.g. Wiklind et al., 1995; Thomas et al., 2005; Boselli & Gavazzi, 2006; Bernardi et al., 2006; Baldry et al., 2006; Oosterloo et al., 2010; Cen, 2011; Serra et al., 2012; Martig et al., 2013; Brough et al., 2013).

Neste ínterim, outro ponto em potencial a ser explorado é a evolução das galáxias ELR com o ambiente. Se por um lado a massa da galáxia pode atuar no sentido de destruir o gás do meio interestelar (e.g. Faber & Gallagher, 1976; Thomas et al., 2005; Cappellari et al., 2006; Bundy et al., 2006; Penny et al., 2015), maiores massas podem aumentar o tempo de sobrevivência ISM, prevenindo que este seja arrancado na interação gravitacional com outras galáxias. Isto posto, podemos esperar que a fração de galáxias massivas que ainda contenham gás seja maior em ambientes mais densos. Nestes locais, a ocorrência de pequenas fusões já não ocorre mais, devido à grande velocidade relativa entre as galáxias que compõe o aglomerado, tendo os últimos ocorrido em maiores *redshifts* (e.g. Binggeli et al., 1987; Beers et al., 1990; Hickson, 1997; Kawata & Mulchaey, 2008; More et al., 2011). Desta forma, podemos esperar que o número total de galáxias com linhas de emissão diminua com o aumento da densidade ambiental, enquanto, por outro lado, esta fração deve ser maior para galáxias de maior massa. Em resumo, em ambientes pouco densos, os resquícios de um *minor merger* persistirão por um tempo maior para galáxias de menor massa, com as massivas acelerando a destruição do gás. Já em ambientes mais densos, as galáxias menores perderão este material extra em menos tempo em relação às de massas maiores, de modo que praticamente apenas estas apresentarão os observáveis relativos às interações.

Ainda, com a finalidade de obter outro parâmetro de “sanidade”, é imprescindível fazer a comparação com as observações que mostram claras evidências da existência de material externo no interior de algumas *early-type*. Em geral, estes estudos não envolvem mais que algumas poucas centenas de objetos, mas podem formar um importante teste que confirme que galáxias ELR são de fato aquelas que experimentaram um evento deste

tipo, enquanto as LLR não o tiveram, ao menos não em um tempo que permita a observação dos seus resquícios (e.g. Roberts et al., 1991; Ferrari et al., 1999; Caon et al., 2000; Tran et al., 2001; Temi et al., 2004; Morganti et al., 2006; di Serego Alighieri et al., 2007; Clemens et al., 2010; Crocker et al., 2011; Davis et al., 2011; Crocker et al., 2012; Kaviraj et al., 2012; di Serego Alighieri et al., 2013; Davis et al., 2013; Alatalo et al., 2013; Young et al., 2014; Lagos et al., 2015). Para isso, é necessário checar se galáxias observadas em que há claros indícios de material de origem externa, são encontradas dentro de nossa classe de galáxias com linhas de emissão. Desta forma, naqueles casos em que se têm observações negativas de material extra galáctico, é esperado que estejam em meio às LLR.

No sentido da interação galáctica, outro ponto de fundamental importância a ser explorado é a relação que mencionamos na Seção 3.3.2, em que associamos as galáxias com  $W2 - W3 > 2,5$ ,  $\log M_{\star} > 10,67$  e metalicidade baixas, a eventos de fusões em andamento. Para testar esta hipótese, será necessário selecionar os objetos com estas características e fazer a inspeção tanto visual quanto com uso de catálogos ou indicadores morfológicos. A metodologia a ser aplicada deverá ser bem elaborada, exigindo uma quantidade substancial de trabalho, mas que pode render resultados interessantes. Neste ponto, a análise do infravermelho próximo pode fornecer indicativos confiáveis acerca da presença de populações estelares jovens.

Por fim, a incorporação de modelos mais detalhados e acurados de populações evoluídas, como os de Vazdekis et al. (2016) e Hernández-Pérez & Bruzual (2013, 2014), que são objeto de interesse dos principais trabalhos que têm por objetivo a descrição apropriada da evolução química de populações estelares, especialmente no que concerne às técnicas de síntese espectral, como o código STARLIGHT.

Com isso, em paralelo com trabalho de pesquisa contínuo, podemos alcançar de forma mais acurada e aprimorada, com o máximo entendimento acerca das condições que dizem respeito à classificação espectral de galáxias. Dado o contínuo desenvolvimento de projetos de levantamentos de dados, cada vez maiores e mais complexos, o refino de técnicas de análise de grande escala multi objetos é uma necessidade imprescindível.

## REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Abazajian, K. N., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2009, *ApJS*, 182, 543
- Abraham, R. G. 1998, ArXiv Astrophysics e-prints - astro-ph/9809131
- Alatalo, K., Davis, T. A., Bureau, M., et al. 2013, *MNRAS*, 432, 1796
- Allamandola, L. J., Tielens, A. G. G. M., & Barker, J. R. 1985, *ApJL*, 290, L25
- Allamandola, L. J., Tielens, A. G. G. M., & Barker, J. R. 1989, *ApJS*, 71, 733
- Alloin, D., Bergeron, J., & Pelat, D. 1978, *A&A*, 70, 141
- Armus, L., Charmandaris, V., Bernard-Salas, J., et al. 2007, *ApJ*, 656, 148
- Asari, N. V., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., et al. 2007, *MNRAS*, 381, 263
- Asari, N. V., Stasinska, G., Cid Fernandes, R., et al. 2009, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 408, *The Starburst-AGN Connection*, ed. W. Wang, Z. Yang, Z. Luo, & Z. Chen, 176
- Asimov, I. 1976, *Fundação: Trilogia*, 1st edn. (Editora Hemus)
- Assef, R. J., Kochanek, C. S., Brodwin, M., et al. 2010, *ApJ*, 713, 970
- Assef, R. J., Stern, D., Kochanek, C. S., et al. 2013, *ApJ*, 772, 26
- Athey, A., Bregman, J., Bregman, J., Temi, P., & Sauvage, M. 2002, *ApJ*, 571, 272
- Aulete, C. 2012, *Dicionário Escolar da Língua Portuguesa* (Rio de Janeiro, RJ, Brasil: Lexikon Editora Digital Ltda.)
- Baade, W. 1944, *ApJ*, 100, 137
- Baldry, I. K., Balogh, M. L., Bower, R. G., et al. 2006, *MNRAS*, 373, 469
- Baldry, I. K., Glazebrook, K., Brinkmann, J., et al. 2004, *ApJ*, 600, 681
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *PASP*, 93, 5

- Balogh, M. L., Christlein, D., Zabludoff, A. I., & Zaritsky, D. 2001, *ApJ*, 557, 117
- Barvainis, R. 1987, *ApJ*, 320, 537
- Beers, T. C., Flynn, K., & Gebhardt, K. 1990, *AJ*, 100, 32
- Beichman, C. A., Neugebauer, G., Habing, H. J., Clegg, P. E., & Chester, T. J., eds. 1988, *Infrared astronomical satellite (IRAS) catalogs and atlases. Volume 1: Explanatory supplement, Vol. 1*
- Bekki, K., Couch, W. J., & Shioya, Y. 2001, *PASJ*, 53, 395
- Belfiore, F., Maiolino, R., Bundy, K., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 867
- Berkhuijsen, E. M. 1998, *Lecture Notes in Physics*, 506, 301
- Berlind, A. A., Weinberg, D. H., Benson, A. J., et al. 2003, *ApJ*, 593, 1
- Bernardi, M., Nichol, R. C., Sheth, R. K., Miller, C. J., & Brinkmann, J. 2006, *AJ*, 131, 1288
- Bianchi, L., Conti, A., & Shiao, B. 2014, *Advances in Space Research*, 53, 900
- Bigiel, F. & Blitz, L. 2012, *ApJ*, 756, 183
- Binette, L., Magris, C. G., Stasińska, G., & Bruzual, A. G. 1994, *A&A*, 292, 13
- Binggeli, B., Tammann, G. A., & Sandage, A. 1987, *AJ*, 94, 251
- Binney, J. & Merrifield, M. 1998, *Galactic Astronomy (Princeton University Press)*, 850
- Bland-Hawthorn, J., Sokolowski, J., & Cecil, G. 1991, *ApJ*, 375, 78
- Boselli, A. & Gavazzi, G. 2006, *PASP*, 118, 517
- Boselli, A., Lequeux, J., & Gavazzi, G. 2004, *A&A*, 428, 409
- Boselli, A., Lequeux, J., Sauvage, M., et al. 1998, *A&A*, 335, 53
- Boselli, A., Sauvage, M., Lequeux, J., Donati, A., & Gavazzi, G. 2003, *A&A*, 406, 867
- Bremer, M., Scharwächter, J., Eckart, A., et al. 2013, *A&A*, 558, A34

- Bressan, A., Granato, G. L., & Silva, L. 1998, *A&A*, 332, 135
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., et al. 2004, *MNRAS*, 351, 1151
- Brough, S., Croom, S., Sharp, R., et al. 2013, *MNRAS*, 435, 2903
- Bruzual, A. G. 2007, in *IAU Symposium*, Vol. 241, *IAU Symposium*, ed. A. Vazdekis & R. Peletier, 125–132
- Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- Bruzual A., G. 1983, *ApJ*, 273, 105
- Budavári, T., Heinis, S., Szalay, A. S., et al. 2009, *ApJ*, 694, 1281
- Bullock, J. S., Kolatt, T. S., Sigad, Y., et al. 2001, *MNRAS*, 321, 559
- Bundy, K., Bershady, M. A., Law, D. R., et al. 2015, *ApJ*, 798, 7
- Bundy, K., Ellis, R. S., Conselice, C. J., et al. 2006, *ApJ*, 651, 120
- Bureau, M., Jeong, H., Yi, S. K., et al. 2011, *MNRAS*, 414, 1887
- Burstein, D., Bertola, F., Buson, L. M., Faber, S. M., & Lauer, T. R. 1988, *ApJ*, 328, 440
- Caccianiga, A., Antón, S., Ballo, L., et al. 2015, *MNRAS*, 451, 1795
- Caon, N., Macchetto, D., & Pastoriza, M. 2000, *ApJS*, 127, 39
- Capetti, A. & Baldi, R. D. 2011, *A&A*, 529, A126
- Cappellari, M., Bacon, R., Bureau, M., et al. 2006, *MNRAS*, 366, 1126
- Cappellari, M., McDermid, R. M., Alatalo, K., et al. 2012, *Nature*, 484, 485
- Cardamone, C. N., Urry, C. M., Schawinski, K., et al. 2010, *ApJL*, 721, L38
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Carter, D., Pass, S., Kennedy, J., Karick, A. M., & Smith, R. J. 2011, *MNRAS*, 414, 3410
- Cassarà, L. P., Piovan, L., Weiss, A., Salaris, M., & Chiosi, C. 2013, *MNRAS*, 436, 2824

- Cen, R. 2011, *ApJ*, 741, 99
- Cid Fernandes, R., Asari, N. V., Sodré, L., et al. 2007, *MNRAS*, 375, L16
- Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., Schmitt, H., et al. 2004, *ApJ*, 605, 105
- Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., Storchi-Bergmann, T., Martins, L. P., & Schmitt, H. 2005a, *MNRAS*, 356, 270
- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005b, *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., et al. 2010, *MNRAS*, 403, 1036
- Cimatti, A., Daddi, E., Renzini, A., et al. 2004, *Nature*, 430, 184
- Clemens, M. S., Jones, A. P., Bressan, A., et al. 2010, *A&A*, 518, L50
- Clemens, M. S., Negrello, M., De Zotti, G., et al. 2013, *MNRAS*, 433, 695
- Cluver, M. E., Jarrett, T. H., Hopkins, A. M., et al. 2014, *ApJ*, 782, 90
- Code, A. D. & Welch, G. A. 1979, *ApJ*, 228, 95
- Cohen, M., Megeath, S. T., Hammersley, P. L., Martn-Luis, F., & Stauffer, J. 2003, *Astron. J.*, 125, 2645
- Colless, M. 1999, in *Large-Scale Structure in the Universe*, ed. G. Efsthathiou & et al., 105
- Contursi, A., Lequeux, J., Hanus, M., et al. 1998, *A&A*, 336, 662
- Cooper, M. C., Griffith, R. L., Newman, J. A., et al. 2012, *MNRAS*, 419, 3018
- Corwin, Jr., H. G., Buta, R. J., & de Vaucouleurs, G. 1994, *AJ*, 108, 2128
- Crocker, A., Krips, M., Bureau, M., et al. 2012, *MNRAS*, 421, 1298
- Crocker, A. F., Bureau, M., Young, L. M., & Combes, F. 2011, *MNRAS*, 410, 1197



- Cutri, R. M., Wright, E. L., Conrow, T., et al. 2012, Explanatory Supplement to the WISE All-Sky Data Release Products, Tech. rep.
- da Cunha, E., Charlot, S., & Elbaz, D. 2008, MNRAS, 388, 1595
- Dale, D. A., Bendo, G. J., Engelbracht, C. W., et al. 2005, ApJ, 633, 857
- Dale, D. A., Gil de Paz, A., Gordon, K. D., et al. 2007, ApJ, 655, 863
- Dale, D. A., Helou, G., Contursi, A., Silbermann, N. A., & Kolhatkar, S. 2001, ApJ, 549, 215
- Davies, R. L., Sadler, E. M., & Peletier, R. F. 1993, MNRAS, 262, 650
- Davis, T. A., Alatalo, K., Bureau, M., et al. 2013, MNRAS, 429, 534
- Davis, T. A., Alatalo, K., Sarzi, M., et al. 2011, MNRAS, 417, 882
- de Vaucouleurs, G. 1974, in IAU Symposium, Vol. 58, The Formation and Dynamics of Galaxies, ed. J. R. Shakeshaft, 1–52
- Dekel, A. & Birnboim, Y. 2006, MNRAS, 368, 2
- di Serego Alighieri, S., Bianchi, S., Pappalardo, C., et al. 2013, A&A, 552, A8
- di Serego Alighieri, S., Gavazzi, G., Giovanardi, C., et al. 2007, A&A, 474, 851
- Donoso, E., Yan, L., Tsai, C., et al. 2012a, ApJ, 748, 80
- Donoso, E., Yan, L., Tsai, C., et al. 2012b, ApJ, 748, 80
- Dopita, M. A. & Sutherland, R. S. 1995, ApJ, 455, 468
- Dopita, M. A. & Sutherland, R. S. 1996, ApJS, 102, 161
- Dorman, B., Rood, R. T., & O’Connell, R. W. 1993, ApJ, 419, 596
- Draine, B. T. & Li, A. 2001, ApJ, 551, 807
- Draine, B. T. & Li, A. 2007, ApJ, 657, 810
- Draine, B. T. & Salpeter, E. E. 1979, ApJ, 231, 438
- Dressler, A. 1980, ApJ, 236, 351
- Dudley, C. C. 1999, MNRAS, 307, 553

- Dwek, E. & Arendt, R. G. 1992, *ARA&A*, 30, 11
- Eisenhardt, P. R., Stern, D., Brodwin, M., et al. 2004, *ApJS*, 154, 48
- Eisenhardt, P. R. M., Wu, J., Tsai, C.-W., et al. 2012, *ApJ*, 755, 173
- Eracleous, M., Hwang, J. A., & Flohic, H. M. L. G. 2010, *ApJ*, 711, 796
- Faber, S. M. & Gallagher, J. S. 1976, *ApJ*, 204, 365
- Ferland, G. J. & Netzer, H. 1983, *ApJ*, 264, 105
- Ferrari, F., Pastoriza, M. G., Macchetto, F., & Caon, N. 1999, *A&A Supplement*, 136, 269
- Filippenko, A. V. & Sargent, W. L. W. 1985, *ApJS*, 57, 503
- Fukunaga, K. 1990, *Introduction to Statistical Pattern Recognition* (2Nd Ed.) (San Diego, CA, USA: Academic Press Professional, Inc.)
- Fumagalli, M., Labbé, I., Patel, S. G., et al. 2014, *ApJ*, 796, 35
- Gallazzi, A., Charlot, S., Brinchmann, J., White, S. D. M., & Tremonti, C. A. 2005, *MNRAS*, 362, 41
- Gomes, J. M., Papaderos, P., Vílchez, J. M., et al. 2016a, *A&A*, 586, A22
- Gomes, J. M., Papaderos, P., Vílchez, J. M., et al. 2016b, *A&A*, 585, A92
- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., Pérez, E., et al. 2004, *ApJ*, 605, 127
- González Delgado, R. M., García-Benito, R., Pérez, E., et al. 2015, *A&A*, 581, A103
- Goudfrooij, P. 1997, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 116, *The Nature of Elliptical Galaxies; 2nd Stromlo Symposium*, ed. M. Arnaboldi, G. S. Da Costa, & P. Saha, 338
- Goudfrooij, P. 1999, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 163, *Star Formation in Early Type Galaxies*, ed. P. Carral & J. Cepa, 55
- Greggio, L. & Renzini, A. 1990, *ApJ*, 364, 35
- Groves, B., Krause, O., Sandstrom, K., et al. 2012, *MNRAS*, 426, 892
- Groves, B. A., Dopita, M. A., & Sutherland, R. S. 2004a, *ApJS*, 153, 9

- Groves, B. A., Dopita, M. A., & Sutherland, R. S. 2004b, *ApJS*, 153, 75
- Gunn, J. E. & Gott, III, J. R. 1972, *ApJ*, 176, 1
- Halpern, J. P. & Steiner, J. E. 1983, *ApJL*, 269, L37
- Han, Z. 2008, *A&A*, 484, L31
- Han, Z., Podsiadlowski, P., & Lynas-Gray, A. E. 2007, *MNRAS*, 380, 1098
- Heckman, T. M. 1980, *A&A*, 87, 152
- Helou, G. 1986, *ApJL*, 311, L33
- Helou, G., Lu, N. Y., Werner, M. W., Malhotra, S., & Silbermann, N. 2000, *ApJL*, 532, L21
- Hernández-Pérez, F. & Bruzual, G. 2013, *MNRAS*, 431, 2612
- Hernández-Pérez, F. & Bruzual, G. 2014, *MNRAS*, 444, 2571
- Herpich, F., Mateus, A., Stasińska, G., Cid Fernandes, R., & Vale Asari, N. 2016, *MNRAS*, 462, 1826
- Hickson, P. 1997, *ARA&A*, 35, 357
- Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sargent, W. L. 1995, *ApJS*, 98, 477
- Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sargent, W. L. W. 1997, *ApJS*, 112, 315
- Holland, W. S., Robson, E. I., Gear, W. K., et al. 1999, *MNRAS*, 303, 659
- Hubble, E. & Rosseland, S. 1936, *Science*, 84, 509
- Husemann, B., Jahnke, K., Sánchez, S. F., et al. 2013a, *A&A*, 549, A87
- Husemann, B., Wisotzki, L., Sánchez, S. F., & Jahnke, K. 2013b, *A&A*, 549, A43
- Izotov, Y. I., Guseva, N. G., Fricke, K. J., & Henkel, C. 2011, *A&A*, 536, L7
- James, P. A. & Percival, S. M. 2015, *MNRAS*, 450, 3503
- Jarrett, T. H., Cohen, M., Masci, F., et al. 2011, *ApJ*, 735, 112
- Kaneda, H., Onaka, T., & Sakon, I. 2005, *ApJL*, 632, L83
- Kauffmann, G. & Heckman, T. M. 2009, *MNRAS*, 397, 135

- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., et al. 2003, MNRAS, 346, 1055
- Kauffmann, G., White, S. D. M., Heckman, T. M., et al. 2004, MNRAS, 353, 713
- Kaviraj, S. 2010, MNRAS, 406, 382
- Kaviraj, S., Schawinski, K., Devriendt, J. E. G., et al. 2007, ApJS, 173, 619
- Kaviraj, S., Ting, Y.-S., Bureau, M., et al. 2012, MNRAS, 423, 49
- Kawata, D. & Mulchaey, J. S. 2008, ApJL, 672, L103
- Kehrig, C., Monreal-Ibero, A., Papaderos, P., et al. 2012, A&A, 540, A11
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, ARA&A, 36, 189
- Kessler, M. F., Steinz, J. A., Anderegg, M. E., et al. 1996, A&A, 315, L27
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001, ApJ, 556, 121
- Kewley, L. J. & Ellison, S. L. 2008, ApJ, 681, 1183
- Kewley, L. J., Groves, B., Kauffmann, G., & Heckman, T. 2006, MNRAS, 372, 961
- Knapp, G. R. & Rupen, M. P. 1996, ApJ, 460, 271
- Knapp, G. R., Rupen, M. P., Fich, M., Harper, D. A., & Wynn-Williams, C. G. 1996, A&A, 315, L75
- Ko, J., Chung, H., Hwang, H. S., & Lee, J. C. 2016, ApJ, 820, 132
- Kuntschner, H., Emsellem, E., Bacon, R., et al. 2010, MNRAS, 408, 97
- Lacy, M., Storrie-Lombardi, L. J., Sajina, A., et al. 2004, ApJS, 154, 166
- Lagos, C. d. P., Padilla, N. D., Davis, T. A., et al. 2015, MNRAS, 448, 1271
- Laurent, O., Mirabel, I. F., Charmandaris, V., et al. 2000, A&A, 359, 887
- Leger, A., D'Hendecourt, L., Boissel, P., & Desert, F. X. 1989, A&A, 213, 351

- Li, A. & Draine, B. T. 2001a, *ApJ*, 554, 778
- Li, A. & Draine, B. T. 2001b, *ApJL*, 550, L213
- Li, C., Kauffmann, G., Wang, L., et al. 2006, *MNRAS*, 373, 457
- Lin, Y.-T., Mohr, J. J., & Stanford, S. A. 2004, *ApJ*, 610, 745
- Lindblad, B. 1927a, *MNRAS*, 87, 420
- Lindblad, B. 1927b, *MNRAS*, 87, 553
- Lintott, C., Schawinski, K., Bamford, S., et al. 2011, *MNRAS*, 410, 166
- Lintott, C. J., Schawinski, K., Slosar, A., et al. 2008, *MNRAS*, 389, 1179
- Lu, N., Helou, G., Werner, M. W., et al. 2003, *ApJ*, 588, 199
- Macchetto, F., Pastoriza, M., Caon, N., et al. 1996, *A&A Supplement*, 120, 463
- Madden, S. C., Vigroux, L., & Sauvage, M. 1997, in *Extragalactic Astronomy in the Infrared*, ed. G. A. Mamon, T. X. Thuan, & J. Tran Thanh Van, 229
- Mainzer, A., Bauer, J., Grav, T., et al. 2011, *ApJ*, 731, 53
- Marigo, P. & Girardi, L. 2007, *A&A*, 469, 239
- Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., et al. 2008, *A&A*, 482, 883
- Martig, M., Crocker, A. F., Bournaud, F., et al. 2013, *MNRAS*, 432, 1914
- Martin, D. C., Fanson, J., Schiminovich, D., et al. 2005, *ApJL*, 619, L1
- Martini, P., Dicken, D., & Storchi-Bergmann, T. 2013, *ApJ*, 766, 121
- Masters, K. L., Mosleh, M., Romer, A. K., et al. 2010, *MNRAS*, 405, 783
- Mateos, S., Alonso-Herrero, A., Carrera, F. J., et al. 2013, *MNRAS*, 434, 941
- Mateos, S., Alonso-Herrero, A., Carrera, F. J., et al. 2012, *MNRAS*, 426, 3271
- Mateus, A. 2006, PhD thesis, Universidade de São Paulo
- Mateus, A., Sodr e, L., Cid Fernandes, R., & Stasińska, G. 2007, *MNRAS*, 374, 1457

- Mateus, A., Sodré, L., Cid Fernandes, R., et al. 2006, MNRAS, 370, 721
- Mattila, K., Lehtinen, K., & Lemke, D. 1999, A&A, 342, 643
- McDermid, R. M., Alatalo, K., Blitz, L., et al. 2015, MNRAS, 448, 3484
- Miller, C. J., Nichol, R. C., Gómez, P. L., Hopkins, A. M., & Bernardi, M. 2003, ApJ, 597, 142
- Mo, H., van den Bosch, F. C., & White, S. 2010, Galaxy Formation and Evolution
- Moore, B., Katz, N., Lake, G., Dressler, A., & Oemler, A. 1996, Nature, 379, 613
- More, S., van den Bosch, F. C., Cacciato, M., et al. 2011, MNRAS, 410, 210
- Morgan, W. W. 1958, PASP, 70, 364
- Morganti, R., de Zeeuw, P. T., Oosterloo, T. A., et al. 2006, MNRAS, 371, 157
- Morrissey, P., Conrow, T., Barlow, T. A., et al. 2007, ApJS, 173, 682
- Moustakas, J. & Kennicutt, Jr., R. C. 2006, ApJS, 164, 81
- Naab, T., Johansson, P. H., & Ostriker, J. P. 2009, ApJL, 699, L178
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1997, ApJ, 490, 493
- Nenkova, M., Ivezić, Ž., & Elitzur, M. 2002, ApJL, 570, L9
- O'Connell, R. W. 1999, ARA&A, 37, 603
- Oort, J. H. 1927, BAIN, 3, 275
- Oort, J. H. 1928, BAIN, 4, 269
- Oosterloo, T., Morganti, R., Crocker, A., et al. 2010, MNRAS, 409, 500
- Papaderos, P., Gomes, J. M., Vílchez, J. M., et al. 2013, A&A, 555, L1
- Peeters, E., Spoon, H. W. W., & Tielens, A. G. G. M. 2004, ApJ, 613, 986
- Pei, Y. C., Fall, S. M., & Hauser, M. G. 1999, ApJ, 522, 604
- Peng, Y.-j., Lilly, S. J., Renzini, A., & Carollo, M. 2012, ApJ, 757, 4

- Penny, S. J., Brown, M. J. I., Pimblett, K. A., et al. 2015, MNRAS, 453, 3519
- Petrosian, V. 1976a, ApJL, 209, L1
- Petrosian, V. 1976b, ApJL, 210, L53
- Petty, S. M., Neill, J. D., Jarrett, T. H., et al. 2013, AJ, 146, 77
- Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., & Castelli, F. 2004, ApJ, 612, 168
- Price, S. D., Paxson, C., Engelke, C., & Murdock, T. L. 2004, Astron. J., 128, 889
- Reach, W. T., Megeath, S. T., Cohen, M., et al. 2005, PASP, 117, 978
- Ree, C. H., Jeong, H., Oh, K., et al. 2012, ApJL, 744, L10
- Rémy-Ruyer, A., Madden, S. C., Galliano, F., et al. 2014, A&A, 563, A31
- Renzini, A. 2006, ARA&A, 44, 141
- Rieke, G. H., Alonso-Herrero, A., Weiner, B. J., et al. 2009, ApJ, 692, 556
- Rigopoulou, D., Spoon, H. W. W., Genzel, R., et al. 1999, AJ, 118, 2625
- Rines, K., Geller, M. J., Diaferio, A., Kurtz, M. J., & Jarrett, T. H. 2004, AJ, 128, 1078
- Roberts, M. S., Hogg, D. E., Bregman, J. N., Forman, W. R., & Jones, C. 1991, ApJS, 75, 751
- Rosario, D. J., Burtscher, L., Davies, R., et al. 2013, ApJ, 778, 94
- Rosenfield, P., Johnson, L. C., Girardi, L., et al. 2012, ApJ, 755, 131
- Rowlands, K., Dunne, L., Maddox, S., et al. 2012, MNRAS, 419, 2545
- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2011, in Galaxy Formation, P88
- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012, A&A, 538, A8
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Marino, R. A., et al. 2012, A&A, 546, A2
- Sanders, D. B. & Mirabel, I. F. 1996, ARA&A, 34, 749

- Sanders, D. B., Soifer, B. T., Elias, J. H., et al. 1988, *ApJ*, 325, 74
- Santini, P., Maiolino, R., Magnelli, B., et al. 2014, *A&A*, 562, A30
- Sarzi, M., Shields, J. C., Schawinski, K., et al. 2010, *MNRAS*, 402, 2187
- Schawinski, K., Thomas, D., Sarzi, M., et al. 2007, *MNRAS*, 382, 1415
- Schawinski, K., Urry, C. M., Simmons, B. D., et al. 2014, *MNRAS*, 440, 889
- Schawinski, K., Urry, C. M., Virani, S., et al. 2010, *ApJ*, 711, 284
- Schaye, J., Crain, R. A., Bower, R. G., et al. 2015, *MNRAS*, 446, 521
- Searle, L. 1971, *ApJ*, 168, 327
- Segers, M. C., Schaye, J., Bower, R. G., et al. 2016, *MNRAS*, 461, L102
- Serra, P., Oosterloo, T., Morganti, R., et al. 2012, *MNRAS*, 422, 1835
- Sérsic, J. L. 1967, *Zeitschrift für Astrophysik*, 67, 306
- Sérsic, J. L. & Pastoriza, M. 1967, *PASP*, 79, 152
- Silva, L., Granato, G. L., Bressan, A., & Danese, L. 1998a, *ApJ*, 509, 103
- Silva, L., Granato, G. L., Bressan, A., & Danese, L. 1998b, *ApJ*, 509, 103
- Simonian, G. V. & Martini, P. 2017, *MNRAS*, 464, 3920
- Singh, R., van de Ven, G., Jahnke, K., et al. 2013, *A&A*, 558, A43
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
- Skrutskie, M. F., Schneider, S. E., Stiening, R., et al. 1997, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 210, *The Impact of Large Scale Near-IR Sky Surveys*, ed. F. Garzon, N. Epchtein, A. Omont, B. Burton, & P. Persi, 25
- Smith, H. E. 1975, *ApJ*, 199, 591
- Smith, R. J., Lucey, J. R., & Carter, D. 2012, *MNRAS*, 421, 2982
- Sodré, Jr., L. & Stasińska, G. 1999, *A&A*, 345, 391
- Sokolowski, J. & Bland-Hawthorn, J. 1991, *PASP*, 103, 911



- Spoon, H. W. W., Marshall, J. A., Houck, J. R., et al. 2007, *ApJL*, 654, L49
- Stasińska, G. 2007, *ArXiv e-prints*
- Stasińska, G., Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., & Asari, N. V. 2006, *MNRAS*, 371, 972
- Stasińska, G., Costa-Duarte, M. V., Vale Asari, N., Cid Fernandes, R., & Sodré, L. 2015, *MNRAS*, 449, 559
- Stasińska, G., Vale Asari, N., Cid Fernandes, R., et al. 2008, *MNRAS*, 391, L29
- Stern, D., Assef, R. J., Benford, D. J., et al. 2012, *ApJ*, 753, 30
- Stern, D., Eisenhardt, P., Gorjian, V., et al. 2005, *ApJ*, 631, 163
- Strateva, I., Ivezić, Ž., Knapp, G. R., et al. 2001, *AJ*, 122, 1861
- Taniguchi, Y., Shioya, Y., & Murayama, T. 2000, *AJ*, 120, 1265
- Temi, P., Brighenti, F., Mathews, W. G., & Bregman, J. D. 2004, *ApJS*, 151, 237
- Thomas, D., Maraston, C., & Bender, R. 2002, *Astrophysics and Space Science*, 281, 371
- Thomas, D., Maraston, C., Bender, R., & Mendes de Oliveira, C. 2005, *ApJ*, 621, 673
- Thomas, D., Maraston, C., & Korn, A. 2004, *MNRAS*, 351, L19
- Trager, S. C., Faber, S. M., Worthey, G., & González, J. J. 2000, *AJ*, 119, 1645
- Tran, H. D., Tsvetanov, Z., Ford, H. C., et al. 2001, *AJ*, 121, 2928
- Tremonti, C. A., Heckman, T. M., Kauffmann, G., et al. 2004, *ApJ*, 613, 898
- Trinchieri, G. & di Serego Alighieri, S. 1991, *AJ*, 101, 1647
- Vale Asari, N., Stasińska, G., Cid Fernandes, R., et al. 2009, *MNRAS*, 396, L71
- van Dokkum, P. G. & Franx, M. 1995, *AJ*, 110, 2027

- Vazdekis, A., Koleva, M., Ricciardelli, E., Röck, B., & Falcón-Barroso, J. 2016, *MNRAS*, 463, 3409
- Vega, O., Bressan, A., Panuzzo, P., et al. 2010, *ApJ*, 721, 1090
- Veilleux, S. & Osterbrock, D. E. 1987, *ApJS*, 63, 295
- Vermeij, R., Peeters, E., Tielens, A. G. G. M., & van der Hulst, J. M. 2002, *A&A*, 382, 1042
- Villaume, A., Conroy, C., & Johnson, B. D. 2015, *ApJ*, 806, 82
- Watson, M. G., Schröder, A. C., Fyfe, D., et al. 2009, *A&A*, 493, 339
- Whipple, F. L. 1935, Harvard College Observatory Circular, 404, 1
- Whittet, D. 2002, *Dust in the Galactic Environment*, 2nd edn., Series in Astronomy and Astrophysics (Taylor & Francis)
- Wiklind, T., Combes, F., & Henkel, C. 1995, *A&A*, 297, 643
- Worthey, G. 2000, *Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics*, Edited by Paul Murdin, article 2870 (Bristol: Institute of Physics Publishing)
- Worthey, G., Faber, S. M., & Gonzalez, J. J. 1992, *ApJ*, 398, 69
- Worthey, G., Faber, S. M., Gonzalez, J. J., & Burstein, D. 1994, *ApJS*, 94, 687
- Worthey, G. & Ottaviani, D. L. 1997, *ApJS*, 111, 377
- Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., et al. 2010, *AJ*, 140, 1868
- Wu, H., Cao, C., Hao, C.-N., et al. 2005, *ApJL*, 632, L79
- Wu, Y., Charmandaris, V., Huang, J., Spinoglio, L., & Tommasin, S. 2009, *ApJ*, 701, 658
- Xu, L., Rieke, G. H., Egami, E., et al. 2015, *ApJ*, 808, 159
- Yan, L., Donoso, E., Tsai, C.-W., et al. 2013, *AJ*, 145, 55
- Yan, R. & Blanton, M. R. 2012, *ApJ*, 747, 61
- Yang, X., Mo, H. J., van den Bosch, F. C., & Jing, Y. P. 2005, *MNRAS*, 356, 1293

- Yang, X., Mo, H. J., van den Bosch, F. C., et al. 2007, *ApJ*, 671, 153
- Yang, X., Mo, H. J., van den Bosch, F. C., Zhang, Y., & Han, J. 2012, *ApJ*, 752, 41
- Yi, S. K., Lee, J., Sheen, Y.-K., et al. 2011, *ApJS*, 195, 22
- Yi, S. K., Yoon, S.-J., Kaviraj, S., et al. 2005, *ApJL*, 619, L111
- Yoon, S.-J., Lee, Y.-W., Rey, S.-C., Ree, C. H., & Yi, S. K. 2004, *Astrophysics and Space Science*, 291, 223
- York, D. G., Adelman, J., Anderson, Jr., J. E., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579
- Young, L. M., Bureau, M., Davis, T. A., et al. 2011, *MNRAS*, 414, 940
- Young, L. M., Scott, N., Serra, P., et al. 2014, *MNRAS*, 444, 3408
- Zahid, H. J., Kashino, D., Silverman, J. D., et al. 2014, *ApJ*, 792, 75



## A ARTIGO: “AS MUITAS FACES DAS GALÁXIAS TIPO LINER”

Usamos os dados disponibilizados pelos *surveys Sloan Digital Sky Survey* e *Wide-field Infrared Survey Explorer* para investigar a natureza das galáxias definidas pelo diagrama BPT como hospedeiras de região de emissão nuclear de baixa intensidade (LINER). Através da caracterização da bimodalidade entre presença e ausência de formação estelar existente na cor infravermelha  $W2 - W3$ , encontramos o valor ótimo que separa estes dois extremos, com valor de  $W2 - W3 = 2,5$ . Neste processo, fomos capazes de identificar uma fração de galáxias que aparecem nos diagramas de diagnóstico por linhas de emissão como aposentados (sem formação estelar detectável), mas que na realidade, são espirais com grande formação estelar. O que ocorre é que, na obtenção do seu espectro pela fibra de abertura limitada do SDSS, as partes externas são perdidas, sendo capturada apenas a emissão correspondente às populações estelares velhas que compõe o bojo da galáxia.

A partir da análise da amostra do SDSS-WISE no diagrama  $W_{H\alpha}$  vs  $W2 - W3$ , identificamos que uma grande parte dos objetos tipo LINER, por vezes entendidos como hospedeiros de núcleo ativo (AGN), são na realidade sistemas cujas linhas de emissão são providas pelas populações estelares evoluídas de baixa massa (HOLMES), que podem imitar o espectro de núcleo ativo. Este é um importante resultado, uma vez que estão posicionado na região de “puro AGN” no BPT, para os quais supõe-se que sua componente de emissão dominante é o AGN, sem a contribuição de formação estelar. A outra fração destas galáxias é de fato hospedeira de AGN, o que é indicado pelo seus maiores valores da medida de  $W_{H\alpha}$ .

Estes resultados reforçam que as galáxias tipo LINER são mais complexas que normalmente se considera, sendo uma mistura de diferentes fenômenos físicos e efeitos observacionais, estando alocados dentro da mesma região do diagrama BPT.

Este trabalho foi publicado no periódico *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* na edição 462 e pode ser apreciado na íntegra a seguir.



# The many faces of LINER-like galaxies: a *WISE* view

F. Herpich,<sup>1</sup>\* A. Mateus,<sup>1</sup>\* G. Stasińska,<sup>2</sup>\* R. Cid Fernandes<sup>1</sup> and N. Vale Asari<sup>1</sup><sup>1</sup>Departamento de Física–CFM, Universidade Federal de Santa Catarina, C.P. 476, 88040-900 Florianópolis, SC, Brazil<sup>2</sup>LUTH, Observatoire de Paris, PSL, CNRS, UMPIC, Univ Paris Diderot, 5 place Jules Janssen, F-92195 Meudon, France

Accepted 2016 July 15. Received 2016 July 14; in original form 2016 March 9

## ABSTRACT

We use the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) and *Wide-field Sky Survey Explorer* surveys to investigate the real nature of galaxies defined as low-ionization nuclear emission-line regions (LINERs) in the BPT diagram. After establishing a mid-infrared colour  $W2-W3 = 2.5$  as the optimal separator between galaxies with and without star formation, we investigate the loci of different galaxy classes in the  $W_{H\alpha}$  versus  $W2-W3$  space. We find that: (1) a large fraction of LINER-like galaxies are emission-line retired galaxies, i.e. galaxies which have stopped forming stars and are powered by hot low-mass evolved stars (HOLMES). Their  $W2-W3$  colours show no sign of star formation and their  $H\alpha$  equivalent widths,  $W_{H\alpha}$ , are consistent with ionization by their old stellar populations. (2) Another important fraction have  $W2-W3$  indicative of star formation. This includes objects located in the supposedly ‘pure AGN’ zone of the BPT diagram. (3) A smaller fraction of LINER-like galaxies have no trace of star formation from  $W2-W3$  and a high  $W_{H\alpha}$ , pointing to the presence of an AGN. (4) Finally, a few LINERs tagged as retired by their  $W_{H\alpha}$  but with  $W2-W3$  values indicative of star formation are late-type galaxies whose SDSS spectra cover only the old ‘retired’ bulge. This reinforces the view that LINER-like galaxies are a mixed bag of objects involving different physical phenomena and observational effects thrust into the same locus of the BPT diagram.

**Key words:** galaxies: active – galaxies: statistics – galaxies: stellar content.

## 1 INTRODUCTION

Since 1981, inferring the main excitation sources of galaxies generally relies on diagrams involving emission line ratios (Baldwin, Phillips & Terlevich 1981; Veilleux & Osterbrock 1987), the most widely used diagram being  $[O III]/H\beta$  versus  $[N II]/H\alpha$ ,<sup>1</sup> now referred to as BPT. According to these diagrams, galaxies are divided into star-forming (SF) and active galactic nuclei (AGN) hosts, with subdivisions as low-ionization nuclear emission-line regions (LINERs), Seyferts, and composite (Kewley et al. 2001, hereafter K01; Kauffmann et al. 2003).

Stasińska et al. (2008) showed that the BPT diagram is not able to identify a category of galaxies whose existence was inferred from stellar evolution theory: the retired galaxies, which have the same location as LINERs in the BPT diagram. Retired galaxies are objects where star formation has stopped long ago. If they contain gas, they show emission lines which are the result of photoionization by hot low-mass evolved stars (HOLMES). Cid

Fernandes et al. (2010, 2011, hereafter CF10 and CF11) proposed a new diagram, the WHAN diagram (the  $H\alpha$  equivalent width,  $W_{H\alpha}$ , versus  $[N II]/H\alpha$ ), which is able to discriminate between weak AGN and retired galaxies. Since then, many studies have found evidence for the existence of retired galaxies (e.g. Sarzi et al. 2010; Singh et al. 2013; Belfiore et al. 2015; Penny et al. 2015), although numerous studies still ignore them. As shown by Stasińska et al. (2015), disregarding this category leads to an erroneous census of galaxy types.

The main aim of this paper is to show that a large fraction of BPT-LINERs, which are often considered as galaxies with a scaled-down nuclear activity, is actually composed of objects whose emission lines are naturally explained by their old stellar populations and do not require any special ‘activity’, be it due to an accreting black hole or to shocks or to whatever was suggested in the first place to explain LINERs (Heckman 1980).

An independent point raised by several authors is that diagnostics based on emission-line diagrams, when applied to spectroscopic data, as for example those from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS; York et al. 2000), lead to a classification that is aperture-dependent and may not reflect the real nature of the galaxies (Gómez et al. 2003; Brinchmann et al. 2013; Papaderos et al. 2013; Stasińska et al. 2015; Gomes et al. 2016b).

These two issues, the real nature of the BPT-LINER galaxies and the aperture-dependence of the spectral classification methods, lead

\* E-mail: fabiorfaelh@gmail.com (FH); abilio@astro.ufsc.br (AM); grazyna.stasinska@obspm.fr (GS)

<sup>1</sup> Throughout this work, we will use the denomination  $[O III]$  and  $[N II]$  to refer to  $[O III]\lambda 5007$  and  $[N II]\lambda 6584$ , respectively.

us to consider a new quantity, not related to emission lines: the infrared colour. Studies dealing with the mid-infrared photometry of galaxies already noticed the bimodality in infrared colours, separating objects containing warm dust (attributed to star formation) from those devoid of it (e.g. da Cunha, Charlot & Elbaz 2008; da Cunha et al. 2010; Alatalo et al. 2014). Here, we take advantage of this fact by considering data from the *Wide-field Sky Survey Explorer* (*WISE*; Wright et al. 2010). *WISE* photometry has another advantage: the measurements refer to the entire galaxies and not only to the parts sampled by a spectroscopic fibre.

This paper is organized as follows: Section 2 describes the data and proposes a mid-infrared criterion to separate SF galaxies from those not forming stars. It also introduces the WHAN and BPT-based spectral classes used throughout this work. Section 3 presents a new diagram based on  $W_{\text{H}\alpha}$  and the *WISE* colour  $W2-W3$ . Section 4 discusses the aperture effects and some properties of the LINER-like galaxies. Section 5 summarizes our results.

## 2 PRELIMINARIES

### 2.1 The master sample

This study draws data from the Seventh Data Release of the SDSS and from the *WISE* catalogue. The SDSS gathered 3800–9200 Å spectra through fibres of 3 arcsec in diameter for over 900 000 galaxies (Abazajian et al. 2009). We use the emission-line fluxes obtained after subtracting the stellar continuum derived with *STARLIGHT* (Cid Fernandes et al. 2005).

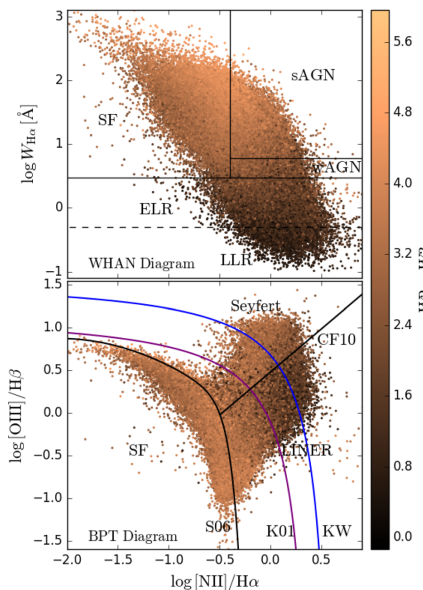
*WISE* mapped the entire sky in four bands:  $W1$ ,  $W2$ ,  $W3$  and  $W4$ , with effective wavelengths of 3.4, 4.6, 12 and 22  $\mu\text{m}$ , respectively. Most SDSS galaxies have a counterpart in *WISE*.  $W3$  contains strong Polycyclic Aromatic Hydrocarbon (PAH) emission bands, indicative of the presence of warm dust usually associated with star formation, while  $W1$  and  $W2$  are dominated by stellar emission (e.g. Meidt et al. 2012; Cluver et al. 2014). Warm dust is also detected in the  $W4$  band but with poorer S/N ratio. The  $W1$  band is mainly related to stellar emission but contains a strong PAH band which complicates its interpretation in terms of star formation (see Jarrett et al. 2011 for more details about the *WISE* bands and Draine & Li 2007; da Cunha et al. 2008 for PAH bands).

From the SDSS–*WISE* data set, we consider all galaxies in the SDSS Main Galaxy Sample (Strauss et al. 2002). We further require  $S/N > 3$  in both  $W2$  and  $W3$ , and impose a redshift limit of  $z < 0.2$  to circumvent the need for K-corrections of the *WISE* data. This characterises our master sample, which contains 447 872 galaxies.

### 2.2 *WISE* separation between SF and lineless galaxies

Given its sensitivity to the presence of warm dust powered by regions of star formation, the  $W2-W3$  colour may be used to distinguish galaxies with and without star formation. Cluver et al. (2014), for instance, in their discussion of the location of different kinds of sources in the  $W2-W3$  versus  $W1-W2$  colour–colour diagram, note that systems dominated by star formation have  $W2-W3 > 1.5$  Vega magnitudes (the same system used throughout this work). In this section, we revisit this issue by examining how  $W2-W3$  relates to galaxy types as defined by their optical emission lines, with the specific goal of deriving a  $W2-W3$  value which best separates systems with star formation from those without it.

We base our analysis on the WHAN classification scheme of CF11, in which galaxies with  $W_{\text{H}\alpha} < 3$  Å are identified as retired galaxies, i.e. systems which have stopped forming stars long ago and



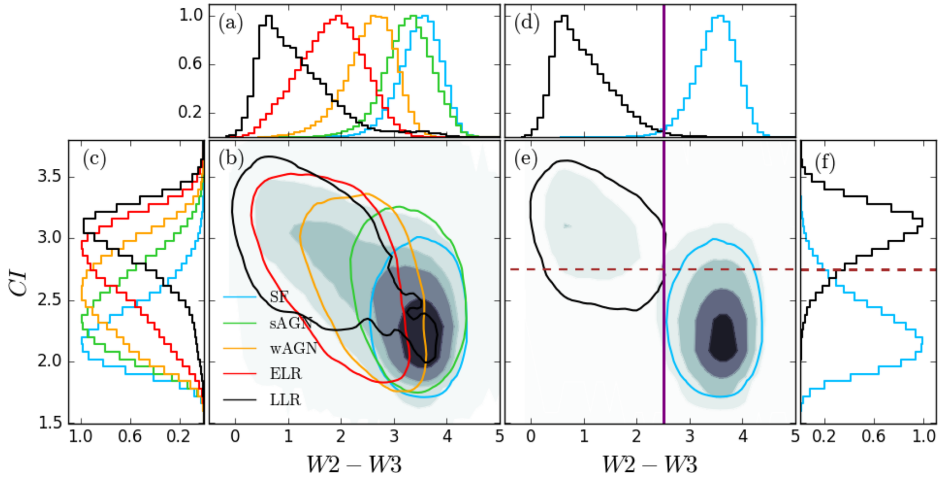
**Figure 1.** Top: WHAN diagram; the lines delimit the spectral classes defined in CF11. Bottom: BPT diagram; the black curve is the SF/AGN separator from Stasińska et al. (2006); the purple line is the ‘pure AGN’ classifier of K01; the blue line is the Koziel-Wierbowska et al. (in preparation) proposed divisor; and the straight black line is the CF10 Seyfert/LINER divisor. In both diagrams points are colour coded according to  $W2-W3$ .

whose ionizing photon budget is dominated by HOLMES. Galaxies satisfying this criterion represent about 30 per cent our master sample. In some of them emission lines are not even convincingly detected. It is thus useful to subdivide this category according to the presence or absence of emission lines. We call ‘line-less retired’ (LLR) galaxies those systems where  $H\alpha$  is weaker than 0.5 Å in equivalent width and ‘emission-line retired’ (ELR) galaxies those with  $W_{\text{H}\alpha}$  between 0.5 and 3 Å (the limits being the same as defined in CF11).<sup>2</sup>

For the emission-line classification, we impose  $S/N > 3$  for  $H\alpha$  and  $[N II]$  for all but LLR galaxies. The resulting 403 015 objects are represented in the WHAN diagram in Fig. 1, where points are colour-coded by the value of  $W2-W3$ . Also shown are the lines that delimit the other spectral classes: SF for star-forming, sAGN for strong AGN, wAGN for weak AGN, and ELR.

Note that the diagram includes a small number (5713) of galaxies in the LLR region. These sources satisfy the  $S/N > 3$  cut, but their

<sup>2</sup> N.B.: our ELR and LLR classes were called ‘retired’ and ‘passive’ in CF11 and earlier works of our group. The term ‘retired’ was coined by Stasińska et al. (2008) to identify emission-line galaxies that had stopped forming stars and whose line ratios could be explained by HOLMES. Later, CF11 and Stasińska et al. (2015), when considering galaxies without emission lines, used the word ‘passive’. This choice may have been confusing since, strictly speaking, both classes correspond to objects that are ‘retired’ in the sense of star formation and passively evolving.



**Figure 2.** Panel (a): histograms of the WHAN spectral classes for the  $W2-W3$  colour. All the histograms in this figure are normalized by the peak of their corresponding distribution. Panel (b): the WHAN classes as distributed in the  $W2-W3$  versus  $CI$  plane. The contours represent the 95th percentile of each WHAN class, as indicated by the legend. The shadowed regions contain 90, 75, 50 and 25 per cent (from outside to inside, respectively) of all selected galaxies in the diagram. Panel (c): same as (a) for the  $CI$  parameter. Panels (d), (e) and (f): same as (a), (b) and (c), respectively, but only for SF and elliptical LLR galaxies, with the purple straight solid line representing our best divisor between presence and absence of star formation ( $W2-W3 = 2.5$ ), and the straight dashed brown line marking the best divisor between SF and LLR galaxies with respect to the concentration index ( $CI = 2.75$ ).

lines are so weak that they fall into our lineless bin. More importantly, note that the objects with the smallest values of  $W2-W3$  lie in the region of retired galaxies (with or without emission lines), as expected.

We now turn our attention to SF and LLR galaxies, the two extreme classes in our classification scheme. We emphasize that, because of the S/N cut, not all LLR galaxies appear in the WHAN diagram in Fig. 1. In fact, as the name suggests, most LLRs show no lines at all. To obtain a more representative sample of this class, we consider all LLR galaxies from the master sample. To ensure that the lack of emission in  $H\alpha$  is not due to spurious effects, such as bad pixels or sky lines, we select only those galaxies having at least 75 per cent of good pixels within  $\pm 1\sigma$  of the centre of the Gaussian used to fit the line. This gives us 32 897 LLR galaxies.<sup>3</sup>

Fig. 2 shows the distribution of  $W2-W3$  for the different WHAN categories. The plot reveals that  $W2-W3$  increases steadily along an LLR-ELR-wAGN-sAGN-SF sequence. This same ordering is observed for several other properties (see fig. 10 in CF11), including the concentration index ( $CI$ , defined as the ratio between the 90 and 50 per cent  $r$ -band Petrosian radii), as seen in Fig. 2c. The combined distribution of points in the  $W2-W3$  versus  $CI$  plane (panel b) reflects the well-known prevalence of SF spectral classes among late-type galaxies and of LLR among early-type galaxies.

We will use the two classes occupying opposite ends of the  $W2-W3$  distribution, LLR and SF (in black and blue, respectively), to determine the best  $W2-W3$  separator between galaxies with and

without star formation. Before that, however, we need to understand the nature of the low amplitude bump in the distribution of LLR systems at  $W2-W3$  between 3 and 4. As further discussed in Section 4.1, this apparent contradiction between the emission lines which indicate galaxy retirement and  $W2-W3$  which indicate star formation can be easily explained. The sources occupying the bump are galaxies with SF discs for which only the old ‘retired’ bulge is covered by the SDSS fibre.

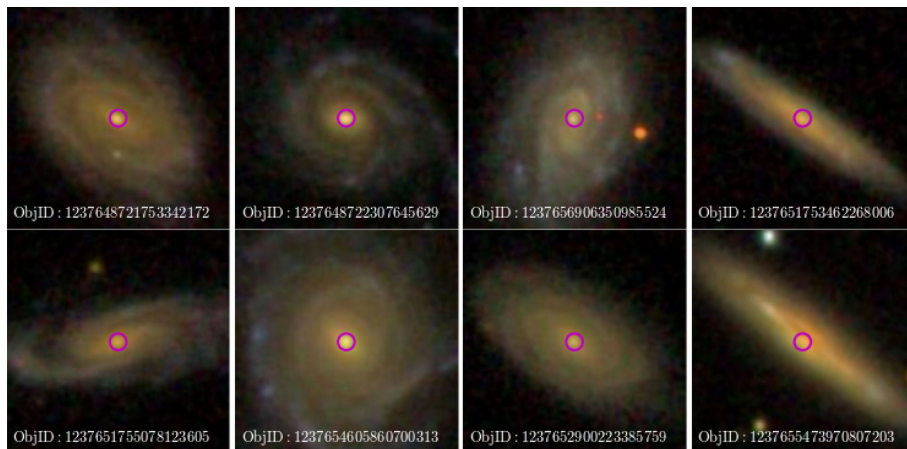
A first clue in this sense is given by distribution of these systems in the  $CI$  versus  $W2-W3$  plane in Fig. 2b. While most LLRs have  $CI$  values indicative of early-type morphology, those with SF-like  $W2-W3$  colours are clearly late-type systems. This is further confirmed in Fig. 3, where SDSS images of a few randomly selected examples are shown. Clearly, the spectral classification of galaxies based on the 3 arcsec fibre spectra refers only to their old, retired bulge, missing the SF disc responsible for the  $WISE$  emission.

To clean our LLR sample of this intruding population we resort to data from the Galaxy Zoo 1 catalogue (Lintott et al. 2011). We keep in our LLR sample only those objects for which the probability of being elliptical, according to the catalogue’s criteria, is greater than 0.5. The 23 142 elliptical galaxies in this list (70 per cent of our original LLR sample) compose our ‘bona fide’ LLR sample. The distribution of  $W2-W3$  and  $CI$  values for the cleaned sample is shown in panels d, e and f of Fig. 2. As expected, the bump at large in  $W2-W3$  for LLRs (black lines) is gone.

We then follow Strateva et al. (2001) and define two parameters: the completeness,  $C$ , and the reliability,  $\mathcal{R}$ . The optimal divisor is then obtained by maximizing the product  $\mathcal{P} = C_{\text{SF}}\mathcal{R}_{\text{SF}}C_{\text{LLR}}\mathcal{R}_{\text{LLR}}$ , as done before in Strateva et al. (2001), Mateus et al. (2006), and CF10 in other contexts. This gives  $CI = 2.75$  as the value which best separates LLR from SF galaxies (Strateva et al. 2001; Mateus

<sup>3</sup> This number is significantly lower than the number of LLR galaxies the Main Galaxy Sample of the SDSS-DR7 because of the  $S/N(W3) > 3$  criterion.





**Figure 3.** Examples of LLR galaxies whose  $W2-W3$  colours are typical of SF galaxies (these objects are in the tail of the black histogram shown in Fig. 2a). The purple circles indicate the positions of the 3 arcsec SDSS fibres. These galaxies have retired bulges (hence the LLR classification) but SF discs (hence the  $W2-W3$  colour).

et al. 2006 had found  $CI = 2.63$  and  $2.62$ , respectively). As seen in Figs 2 e and f (where this limit is marked by a dashed horizontal line), morphology,  $W2-W3$  and optical emission-line properties are all interrelated.

Applying the same procedure to *WISE* colour yields  $W2-W3 = 2.5$  mag as the best separator between galaxies with and without star formation. This value (marked by the vertical line in Figs 2 d and e) is 1 mag larger than the one suggested by Cluver et al. (2014) on the basis of a *WISE* colour-colour diagram. As seen in Fig. 2, this relatively large difference has practically no impact insofar as LLR galaxies are concerned, since the peak of their  $W2-W3$  distribution falls well below both proposed thresholds. Tagging  $W2-W3 > 1.5$  galaxies as hosting star formation would nevertheless fail to recognize most ELRs as non-SF systems, while our proposed  $W2-W3 = 2.5$  divisor does a much better job in this sense. In any case, because it is explicitly tied to a classification scheme based on emission lines, our empirically derived  $W2-W3 = 2.5$  threshold is more relevant in the context of this work.

### 2.3 The BPT-LINER samples

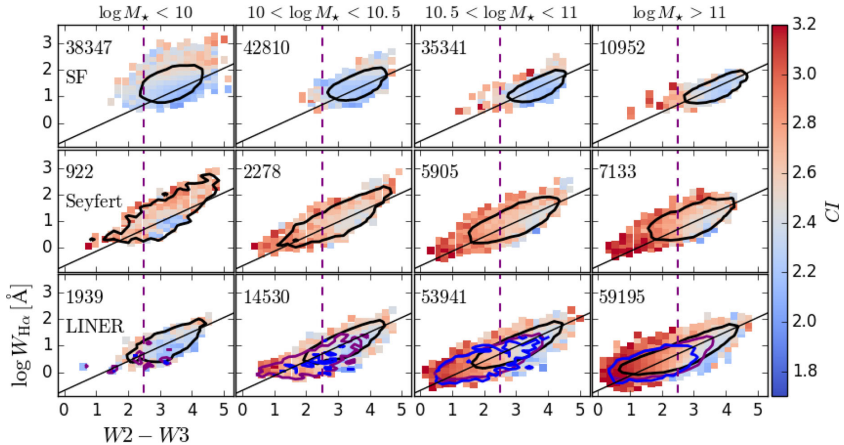
Let us now momentarily forget about WHAN-based classes and define a ‘LINER’ sample in a way similar to what is commonly done in the literature using the BPT diagram. Diagrams involving [S II] or [O I] lines (as proposed by Kewley et al. 2006) are not used here since this would reduce the size of the LINER sample without changing its properties (CF10). Imposing a standard  $S/N > 3$  to all four lines ([O III],  $H\beta$ , [N II], and  $H\alpha$ ) leaves us with a BPT sample containing 274 444 galaxies, shown in the BPT diagram of Fig. 1 (bottom panel), also coloured by  $W2-W3$ . The region with the smallest  $W2-W3$  values corresponds to the LINER region, especially its high [N II]/ $H\alpha$  end. The values of  $W2-W3$  are much higher along the SF wing, with the largest ones reached in the region of lowest [O III]/ $H\beta$ , populated by the most massive and metal-rich

SF galaxies – precisely the ones expected to have the strongest warm-dust emission.

Now we define the samples to be considered in the next sections, which contain only LINER-like galaxies from the BPT diagram. To do this, we use as main delimiters the ‘pure SF’/AGN division line of Stasińska et al. (2006, hereafter S06) and the Seyfert/LINER division line of CF10 (both shown in bottom panel of Fig. 1). This leaves us with a BPT-LINER sample of 129 606 galaxies. Finally, we define three subsamples which differ by the position of their left boundary. According to photoionization models (S06, Kewley et al. 2013) the farther the objects lie from the S06 line, the smaller the contribution of star formation to the hydrogen lines. This contribution is about 70 per cent for the K01 line (usually wrongly considered as the delimiter of ‘pure’ AGN). Our first subsample is limited by the S06 line, the second one is limited by the K01 line and the third one by a line displaced to the right of the K01 line proposed by Koziel-Wierbowska et al. (in preparation; hereafter KW). All these delimiters are plotted in Fig. 1. The corresponding subsamples are referred to as S06-LINERs, K01-LINERs and KW-LINERs, the latter being expected to be very little affected by star formation. The number of objects in each subsample is 129 606 for S06, 22 195 for K01 and 3085 for KW.

## 3 THE WHAW DIAGRAM

To investigate the segregation of infrared colours in the WHAN and BPT diagrams, we use the  $W_{H\alpha}$  versus  $W2-W3$  plane (hereafter, the WHAW diagram). As found by previous works, the  $W2-W3$  colour is related to the specific star formation rate (sSFR) of galaxies, both for SF galaxies and AGN hosts (e.g. Donoso et al. 2012). This arises from the fact that the 12  $\mu$ m emission ( $W3$  band) is correlated with the star formation rate (SFR), as shown by Cluver et al. (2014), for instance, and the 4.6  $\mu$ m ( $W2$  band) is expected to strongly correlate with stellar mass.  $W_{H\alpha}$  has a different meaning for different types of objects. For pure SF galaxies it measures the sSFR; for AGN



**Figure 4.** The WHAW diagram in bins of stellar mass (identified on top, in  $M_{\odot}$ ), coloured by the  $CI$ , whose scale is indicated by the colour bar on the right. Upper panels: BPT S06-SF galaxies. Middle panels: BPT S06-Seyferts. Lower panels: BPT S06-LINERs. The straight line represents the  $\log W_{H\alpha} = 0.55 \times (W2 - W3) - 0.69$  fit to all BPT galaxies in the WHAW space. The black contours in each panel mark the 90th percentiles. The dashed purple line represents the  $W2 - W3 = 2.5$  mag divisor. The purple and blue contours in bottom panels represent the 90th percentile of K01 and KW-LINERs, respectively.

hosts it includes the ionization by the active nucleus; and for retired galaxies it measures the ionization by HOLMES. Therefore, at least for SF galaxies, the WHAW diagram must show a clear correlation, as both quantities involved are related to the sSFR. Besides, the WHAW diagram can tell us about aperture effects acting on the spectral classification, since  $W_{H\alpha}$  is based on SDSS data, so it is aperture-dependent, whilst the  $W2 - W3$  colour is not.

In Fig. 4, we show the WHAW diagram for different classes of galaxies selected by using the S06 line in the BPT diagram: S06-SF galaxies (top panels); S06-Seyferts (middle); and S06-LINERs (bottom). Galaxies are also split in bins of stellar mass. The coloured points show the dependence of  $W2 - W3$  on the  $CI$ . We see that objects with higher  $CI$  values (i.e. those with early-type morphologies) tend to have lower  $W2 - W3$  values for all the classes considered here.

The location of the points with respect to the best-fitting relation for the whole BPT sample (black line) shows that the relation between  $W_{H\alpha}$  and  $W2 - W3$  for SF galaxies depends on the galaxy mass. This is expected, since  $W2 - W3$  increases with the galaxy dust content, which is known to increase with galaxy mass (Donoso et al. 2012; Clemens et al. 2013; Zahid et al. 2014). Thus, galaxies with lower dust content tend to have a lower  $W2 - W3$  for the same sSFR (or  $W_{H\alpha}$ ). Low-mass SF galaxies also show a broader relation compared to high-mass objects, which can be explained in terms of their low-metallicity regime, since the SFRs derived from the 12  $\mu\text{m}$  emission tend to be underestimated for metal-poor objects (e.g. Lee, Hwang & Ko 2013).

For Seyfert galaxies, the relation is almost independent of stellar mass, with  $\sim 80$  per cent of the galaxies having mid-IR colours indicative of ongoing star formation ( $W2 - W3 > 2.5$ ). This points towards a connection between the processes ruling star formation and the efficiency of AGN activity, possibly dependent on the amount of cold gas available for both phenomena. For instance, Rosario et al. (2013) show that, for the case of Seyferts, a tight correlation can be seen between the SFR, as estimated from the 12  $\mu\text{m}$  emission, and the nuclear  $[O\text{ III}]$  luminosity, the latter being a measure of

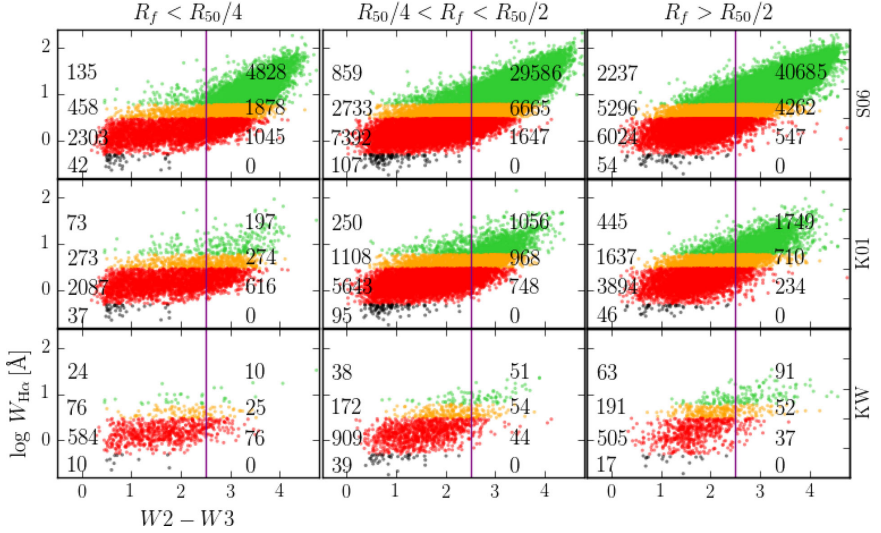
nuclear luminosity (e.g. Kauffmann & Heckman 2009). However, selection effects primarily due to the limited aperture used by the SDSS to derive emission lines could play a crucial role in driving such correlation.

In the case of LINERs, the most conspicuous feature in the WHAW diagram is that they cover a wide range of  $W2 - W3$  values and occupy both sides of the line separating SF galaxies from galaxies without current star formation. The range of  $W2 - W3$  values is larger for large masses. Low-mass LINERs occupy the same region as SF galaxies. In the last row of panels in Fig. 4 we mark the contours corresponding to the S06- (black), K01- (purple) and KW-LINER (blue) samples. We see that the  $W2 - W3$  colour distribution for LINERs is both dependent on the stellar mass of their hosts and on the BPT criterion adopted to select them. The high-mass bin shows that KW-LINERs, and to a smaller extent the K01-LINERs, are mostly found at  $W2 - W3$  values indicating no current star formation, implying another origin for their emission lines. In the next section, we discuss these trends.

## 4 DISCUSSION

Armed with the optimal  $W2 - W3$  separator of SF and retired systems obtained in Section 2.2, the BPT-based LINER samples defined in Section 2.3, and the WHAW diagram introduced in Section 3, this section revisits the nature of conventionally defined LINERs and the aperture effects involved.

Fig. 5 shows our three BPT-based LINER subsamples (S06, K01 and KW) in the WHAW diagram. Each subsample is divided according to the value of  $R_f$ , the galactic radius corresponding to the 1.5 arcsec radius of the SDSS fibre. Three bins are considered: (i)  $R_f < R_{50}/4$ , (ii)  $R_{50}/4 < R_f < R_{50}/2$ , and (iii)  $R_f > R_{50}/2$ , where  $R_{50}$  is the Petrosian photometric radius within which 50 per cent of the  $r$ -band light of a galaxy originate. In this figure, we follow the colour code of Fig. 2 to identify the WHAN spectral classes. To the right of our  $W2 - W3$  division line are the galaxies with ongoing star



**Figure 5.**  $W2-W3$  versus  $W_{H\alpha}$  (the WHAW diagram) for our three BPT-LINER subsamples. Top, middle and bottom panels show S06-, K01- and KW-LINERs, respectively. Panels from left to right correspond to different bins in SDSS fibre radii ( $R_f$ ) in units of the corresponding  $r$ -band Petrosian radius ( $R_{50}$ ). The colours follow the same scheme as in Fig. 2: green points are sAGN, orange are ELR, red are WAGN, and black are LLR galaxies. The vertical line marks our optimal separation between SF and LLR galaxies. The numbers inside the panels indicate the number of objects in the different WHAN classes on each side of the vertical line.

formation (they have warm dust and may or may not host an AGN), while to the left are objects without ongoing star formation. In all panels, we indicate the number of objects in each WHAN class to the left and to the right of the  $W2-W3 = 2.5$  line. The  $W_{H\alpha}$  axis indicates if the gas ionization requires source besides HOLMES.

#### 4.1 Impact of aperture effects in the BPT and WHAN classifications

Let us first explore the fact that the *WISE* photometry does not suffer from aperture effects to study how the limited size of the SDSS fibre affects the spectral classification.

From Fig. 5 we see that a fraction of ELR galaxies have high values of  $W2-W3$ , indicating the presence of warm dust. The incidence of these conflicting signs ( $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$  pointing to a retirement regime but  $W2-W3$  values signalling ongoing star formation) is clearly related to fibre coverage. Let us look at the central row of Fig. 5, which plots galaxies above the K01 line in bins of SDSS fibre coverage. From the numbers listed in the panels, the proportion of ELR galaxies with  $W2-W3 > 2.5$  decreases from 23 to 12 and 7 per cent for fibres covering  $<1/4$ ,  $1/4$  to  $1/2$ , and  $>1/2$  of  $R_{50}$ , respectively. This pattern holds true for the other LINER subsamples, although with different fractions.

This all happens because the WHAN classification relies on fibre spectra, which, for small values of  $R_f/R_{50}$ , cover only the old bulge, while external regions rich in star formation are not seen. It is for this same reason that in Section 2.2 it was found that galaxies being predominantly of late-type can be tagged as retired when using the WHAN diagram (as recently observed by Gomes et al. 2016a).

For the redshift range that we consider ( $z < 0.2$ ), the small fibre coverage problem will affect all galaxies. This is specially true for massive face-on disc galaxies, in which the fibre misses the spiral arms and their young stellar populations. In fact, even for the highest distances in the sample, the coverage of the galaxies will be only of a few kpc, so the BPT and WHAN spectral classification are necessarily aperture-dependent. As  $R_f$  increases, of course, the SDSS spectra refer to larger portions of the galaxies, and the signatures of the AGN and old bulge become weaker. For early-type galaxies the aperture effect will be less dramatic, given that they have a more spatially uniform distribution of stellar populations (González Delgado et al. 2015).

#### 4.2 The nature of LINER-like galaxies in the WHAW diagram

Let us now inspect Fig. 5 along its vertical direction and examine how the different subsamples of BPT-LINERs populate the WHAW space. Qualitatively, the results are the same whatever the range of apertures chosen. In the following, we give numbers for the first column of plots only.

The figure shows that most S06-LINERs (top panels) exhibit  $W2-W3$  values indicative of ongoing star formation. The occurrence of star formation in these galaxies is not surprising given that the S06 line is built to mark the upper boundary of *pure* SF systems in the BPT plane. ‘Composite’ objects, where both star formation and nuclear activity or other line excitation processes operate, are thus expected to be present in such a sample. Nearly 80 per cent of our S06-LINERs have  $W2-W3 > 2.5$ . The  $W2-W3$  values of many K01- (and even KW-LINERs) also point to star formation in spite of the fact that these objects are commonly considered as ‘pure

AGNs'. This is in agreement with the photoionization models of S06 which show that as much as 70 per cent of the  $H\alpha$  emission in objects on the K01 line can be due to massive stars. The incidence of SF-like  $W2-W3$  colours among these presumably purer-AGN subsamples is none the less smaller than for S06-LINERs. In fact, the distribution of  $W2-W3$  changes systematically along the S06-K01-KW sequence. Among S06-LINERs, 27 per cent have  $W2-W3 < 2.5$ , while this fraction increases to 69 and 86 per cent for K01- and KW-LINERs, respectively. In other words, the further up the right wing in the BPT diagram, the smaller the fraction of galaxies with ongoing star formation.

At first sight, this result fits nicely with the idea that galaxies should have emission lines increasingly dominated by nuclear activity as they move away from the SF sequence in the BPT plane (e.g. Kauffmann & Heckman 2009). However, this widely held opinion was forged prior to the awareness of the demographic relevance of retired galaxies (CF11; Stasińska et al. 2015), whose emission lines are powered not by accretion on to a supermassive black hole but by HOLMES.

It is therefore useful to evaluate how the importance of HOLMES varies along the S06-K01-KW sequence of BPT-LINERs. This is where the  $y$ -axis of our WHAW diagram comes into play. The fraction of galaxies in the (empirically and theoretically motivated)  $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$  and  $W2-W3 < 2.5$  HOLMES-dominated regime increases from 69 per cent in the case of S06-LINERs to as much as 78 and 89 per cent for K01 and KW-LINERs, respectively. (These fractions are only slightly affected by the aperture effects discussed in the previous section.) In other words, the further up the right wing in the BPT diagram, the higher the fraction of retired galaxies among BPT-LINERs.

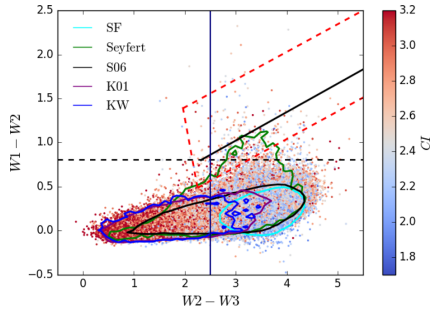
These numbers reveal that, as far as BPT-LINER systems are concerned, galaxies traditionally taken to represent 'pure' AGN (i.e. K01- and KW-LINERs) are, statistically speaking, more likely to represent systems whose emission-line properties can be fully understood in terms of old stellar population properties.

Let us be clear that we are not saying that objects with low nuclear activity do not exist. Such objects belong to our weak and strong AGN classes (orange and green points in Fig. 5). What we argue is that many BPT-LINERs are in fact ELR galaxies, as first shown by the WHAN diagram and now confirmed by the WHAW.

#### 4.3 The negligible contribution of AGNs to the mid-IR emission of LINERs

Our whole analysis neglects the potential contribution of AGNs to the *WISE* fluxes. To some extent, the result that the  $W2-W3$  colours of all AGN considered in this work lie between those of SF and LLR galaxies (see Fig. 2a), neither of which is suspected to host AGN, vindicates this assumption. It is nevertheless worth addressing this issue in light of previous work which indicates that AGN emission in the mid-IR can be significant in some cases (Mateos et al. 2012, 2013; Yan et al. 2013; Caccianiga et al. 2015).

To evaluate the potential contribution of AGN to the mid-IR emission of our LINERs, Fig. 6 presents a  $W1-W2$  versus  $W2-W3$  colour-colour diagram. The points are coloured as a function of the  $CI$ . In this figure, we also show the optimal divisor line obtained in this work,  $W2-W3 = 2.5$ , the mid-IR criterion to select AGNs proposed by Stern et al. (2012),  $W1-W2 > 0.8$ , and the locus expected for a power-law spectrum of varying slope, above which the infrared emission could be explained purely by nuclear activity (Caccianiga et al. 2015). Dashed red lines mark the 'AGN wedge' defined by Mateos et al. (2012).



**Figure 6.**  $W1-W2$  versus  $W2-W3$  colour-colour diagram for our BPT-LINER sample. Points are coloured as a function of  $CI$ . The contours indicate the 90th percentiles for each LINER subsample selected by using the S06, K01, and KW lines (black, purple, and blue lines, respectively). The 90th-percentile contours in cyan and green mark the loci for SF galaxies and Seyfert hosts selected with the S06 line in the BPT diagram (note that we do not plot the points for those galaxies). The vertical solid line indicates our best divisor between objects with ongoing star formation and retired galaxies. The dashed horizontal line is the mid-IR criterion to select AGNs proposed by Stern et al. (2012). The black solid line marks the location of a simple power-law spectrum with varying slope as proposed by Caccianiga et al. (2015), and the dashed red lines delineate the 'AGN wedge' as defined by Mateos et al. (2012).

As it is clear from the plot, only a few objects in our sample lie in the AGN region. For the overwhelming majority of the BPT-LINERs, the host galaxy dominates the mid-IR emission, explaining their loci on the  $W1-W2$  versus  $W2-W3$  diagram.

The black, purple, and blue lines in Fig. 6 mark the 90 per cent contours of S06, K01, and KW-LINERs, respectively. A gradual shift towards smaller  $W2-W3$  and slightly smaller  $W1-W2$  along the S06-K01-KW sequence is observed. If AGN emission contributed significantly to the mid-IR, this sequence towards purer-AGN should move sources towards the top-right of this diagram, which is not what is seen. Seyfert galaxies (green contours) do stretch towards the AGN region, indicating some contribution of the AGN to the mid-IR emission. For BPT-LINERs, the focus of this paper, however, we conclude that this contribution is negligible.

## 5 SUMMARY

In this work, we have selected a sample of galaxies from the SDSS and *WISE* surveys and studied their mid-infrared colour  $W2-W3$ , a powerful indicator of the presence or absence of ongoing star formation. We find that  $W2-W3 = 2.5$  optimally separates SF from retired galaxies.

We focused our attention on galaxies commonly tagged as LINERs in the BPT plane and constructed a new diagram, the WHAW diagram, plotting  $W_{H\alpha}$  versus  $W2-W3$ . We found that this diagram confirms that most galaxies classified as retired by the WHAN diagram (i.e. those with  $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$ , which includes many BPT-defined LINERs) indeed do not present any sign of ongoing star formation in the *WISE* data. Stasińska et al. (2008) and CF11 showed that the optical emission lines of these systems are explained by their populations of HOLMES and do not require the presence of an AGN.

In addition, we warn against interpreting the entire right wing in the BPT diagram as an SF–AGN mixing line. By studying sub-samples of BPT-LINERs farther away from the SF sequence, we conclude that the tip of the BPT-LINER wing is dominated by ELR galaxies powered by HOLMES, and not by AGNs.

The *WISE* data also allowed us to tackle aperture effects, which may bias galaxy classifications based on fibre spectroscopy. For galaxies with a small covering fraction, a non-negligible fraction of retired galaxies have a  $W2-W3$  colour indicative of star formation. In these cases, the WHAN diagram relates to a ‘retired’ bulge, while the  $W2-W3$  colour refers to the entire galaxy and indicates the presence of SF regions in the galactic disc. In conclusion, while WHAN-retired SDSS galaxies may be counterfeits of retired bulges in SF galaxies, *WISE*-retired galaxies are truly retired.

## ACKNOWLEDGEMENTS

We thank the anonymous referee for the useful suggestions to improve this paper. We acknowledge the support from the Brazilian agencies FAPESC, CAPES, CNPq, and the CAPES CsF–PVE project 88881.068116/2014-01. The STARLIGHT project is supported by Brazilian agencies CNPq, CAPES, by the France–Brazil CAPES–COFECUB programme, and by Observatoire de Paris.

This publication makes use of data products from the Wide-field Infrared Survey Explorer, which is a joint project of the University of California, Los Angeles, and the Jet Propulsion Laboratory/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration.

Funding for the SDSS and SDSS-II has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Science Foundation, the US Department of Energy, the National Aeronautics and Space Administration, the Japanese Monbukagakusho, the Max Planck Society, and the Higher Education Funding Council for England. The SDSS Web Site is <http://www.sdss.org/>.

The SDSS is managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions. The Participating Institutions are the American Museum of Natural History, Astrophysical Institute Potsdam, University of Basel, University of Cambridge, Case Western Reserve University, University of Chicago, Drexel University, Fermilab, the Institute for Advanced Study, the Japan Participation Group, Johns Hopkins University, the Joint Institute for Nuclear Astrophysics, the Kavli Institute for Particle Astrophysics and Cosmology, the Korean Scientist Group, the Chinese Academy of Sciences (LAMOST), Los Alamos National Laboratory, the Max-Planck-Institute for Astronomy (MPIA), the Max-Planck-Institute for Astrophysics (MPA), New Mexico State University, Ohio State University, University of Pittsburgh, University of Portsmouth, Princeton University, the United States Naval Observatory, and the University of Washington.

## REFERENCES

Abazajian K. N. et al., 2009, *ApJS*, 182, 543  
 Alatalo K., Cales S. L., Appleton P. N., Kewley L. J., Lacy M., Lisenfeld U., Nyland K., Rich J. A., 2014, *ApJ*, 794, L13  
 Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, *PASP*, 93, 5

Belfiore F. et al., 2015, *MNRAS*, 449, 867  
 Brinchmann J., Charlot S., Kauffmann G., Heckman T., White S. D. M., Tremonti C., 2013, *MNRAS*, 432, 2112  
 Caccianiga A. et al., 2015, *MNRAS*, 451, 1795  
 Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, *MNRAS*, 358, 363  
 Cid Fernandes R., Stasińska G., Schlickmann M. S., Mateus A., Vale Asari N., Schoenell W., Sodré L., 2010, *MNRAS*, 403, 1036 (CF10)  
 Cid Fernandes R., Stasińska G., Mateus A., Vale Asari N., 2011, *MNRAS*, 413, 1687 (CF11)  
 Clemens M. S. et al., 2013, *MNRAS*, 433, 695  
 Cluver M. E. et al., 2014, *ApJ*, 782, 90  
 da Cunha E., Charlot S., Elbaz D., 2008, *MNRAS*, 388, 1595  
 da Cunha E., Eminian C., Charlot S., Blaizot J., 2010, *MNRAS*, 403, 1894  
 Donoso E. et al., 2012, *ApJ*, 748, 80  
 Draine B. T., Li A., 2007, *ApJ*, 657, 810  
 Gomes J. M. et al., 2016a, *A&A*, 585, A92  
 Gomes J. M. et al., 2016b, *A&A*, 586, A22  
 Gómez P. L. et al., 2003, *ApJ*, 584, 210  
 González Delgado R. M. et al., 2015, *A&A*, 581, A103  
 Heckman T. M., 1980, *A&A*, 87, 152  
 Jarrett T. H. et al., 2011, *ApJ*, 735, 112  
 Kauffmann G., Heckman T. M., 2009, *MNRAS*, 397, 135  
 Kauffmann G. et al., 2003, *MNRAS*, 346, 1055 (K03)  
 Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., 2001, *ApJ*, 556, 121 (K01)  
 Kewley L. J., Groves B., Kauffmann G., Heckman T., 2006, *MNRAS*, 372, 961  
 Kewley L. J., Dopita M. A., Leitherer C., Davé R., Yuan T., Allen M., Groves B., Sutherland R., 2013, *ApJ*, 774, 100  
 Lee J. C., Hwang H. S., Ko J., 2013, *ApJ*, 774, 62  
 Lintott C. et al., 2011, *MNRAS*, 410, 166  
 Mateos S. et al., 2012, *MNRAS*, 426, 3271  
 Mateos S., Alonso-Herrero A., Carrera F. J., Blain A., Severgnini P., Caccianiga A., Ruiz A., 2013, *MNRAS*, 434, 941  
 Mateus A., Sodré L., Cid Fernandes R., Stasińska G., Schoenell W., Gomes J. M., 2006, *MNRAS*, 370, 721  
 Meidt S. E. et al., 2012, *ApJ*, 744, 17  
 Papaderos P. et al., 2013, *A&A*, 555, L1  
 Penny S. J. et al., 2015, *MNRAS*, 453, 3519  
 Rosario D. J., Burtcher L., Davies R., Genzel R., Lutz D., Tacconi L. J., 2013, *ApJ*, 778, 94  
 Sarzi M. et al., 2010, *MNRAS*, 402, 2187  
 Singh R. et al., 2013, *A&A*, 558, A43  
 Stasińska G., Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Asari N. V., 2006, *MNRAS*, 371, 972 (S06)  
 Stasińska G. et al., 2008, *MNRAS*, 391, L29  
 Stasińska G., Costa-Duarte M. V., Vale Asari N., Cid Fernandes R., Sodré L., 2015, *MNRAS*, 449, 559  
 Stern D. et al., 2012, *ApJ*, 753, 30  
 Strateva I. et al., 2001, *AJ*, 122, 1861  
 Strauss M. A. et al., 2002, *AJ*, 124, 1810  
 Veilleux S., Osterbrock D. E., 1987, *ApJS*, 63, 295  
 Wright E. L. et al., 2010, *AJ*, 140, 1868  
 Yan L. et al., 2013, *AJ*, 145, 55  
 York D. G. et al., 2000, *AJ*, 120, 1579  
 Zahid H. J. et al., 2014, *ApJ*, 792, 75

This paper has been typeset from a  $\text{\LaTeX}$  file prepared by the author.