

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Marcus Vinícius Costa Duarte

Estudo da evolução de galáxias através de diagramas de diagnóstico e síntese espectral

São Paulo

2014

Marcus Vinícius Costa Duarte

Estudo da evolução de galáxias através de diagramas de diagnóstico e síntese espectral

Tese apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como parte dos requisitos para a obtenção do título de Doutor em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador: Prof. Dr. Laerte Sodré Jr.

São Paulo

2014

À Dione e Darci

Agradecimentos

Agradeço aos meus pais, Dione e Darci por sempre me apoiarem na profissão que escolhi. Agradeço também a Rositsa pela força, compreensão e apoio neste período final da tese.

Gostaria de agradecer ao Dr. Laerte Sodré Jr., ao Dr. Roberto Cid Fernandes e a Dra. Grazyna Stasinska pela orientação, paciência e por sempre estarem solícitos a conversar e discutir inúmeras idéias e apontamentos desta tese e contribuir fortemente para o meu aprendizado. Agradeço também aos professores que colaboraram para minha formação: Prof. Antônio Mário, Prof. Roberto Costa, Prof. Eduardo Cypriano, Profa. Silvia Rossi, Prof. Roberto Boczko, Prof. Gastão Lima Neto, Prof. Ronaldo Eustáquio, Profa. Cláudia Oliveira, Prof. Reuven Opher.

Aos meus amigos e colegas, Gustavo Rocha, Diana Gama, William Schoenell, Marcio Avellar, Maria Luiza, Camille Mendes, Bruno Quint, Tatiana Laganá, Oscar Cavichia, Sérgio Torres, Mairan Teodoro, Vinícius Placco, Walter Santos Jr., Pedro Beaklini, Tiago Ricchi, Tatiana Zapata, Fernanda Urrutia, Raimundo Lopes, Grzegorz Kowal, Reinaldo Lima, Bruno Dias, Rafael Santucci, Felipe Santos, Felipe Oliveira, Carlos Braga, Rafael Souza, Andressa Jendreieck, Beatriz Soares, Thais Silva, Daniel Moser, Douglas Barros, Alessandro Moisés, Bernardo Borges e demais pela amizade, companheirismo, conversas sobre Astronomia, vida acadêmica, programação, LINUX (Fortran, IDL, bash, etc), e diversas outras maneiras de contribuição para esta tese e claro momentos felizes. =)

Agradeço a Abílio Mateus e Natália Asari pelas proveitosas discussões e por me ajudar durante este período.

Ao pessoal da Informática, Marcos Antônio Santos, Luis Manrique e Ulisses Castello, pela ajuda com a parte computacional que tive durante este período.

Às secretárias Cida, Marina, Conceição e Regina da secretaria do Departamento de Astronomia e à Rose e Marcel da secretaria da pós-graduação pela atenção e dedicação aos alunos e pelos *coffee-breaks*.

Agradeço à Inês, Sérgio e Elis por me receberem na sua casa neste período em São Paulo com todo carinho e dedicação e pelos deliciosos jantares.

Agradeço à FAPESP e a CAPES pelo apoio financeiro.

Agradeço também aos meus amigos e familiares, Dirce, Danielle, Danilo, Nathália, Albani, Gabriel e Paulo Henrique por estarem sempre próximos a mim neste período.

Agradeço à todos os funcionários, alunos e professores do IAG, que colaboraram para este ambiente de trabalho saudável que encontrei aqui.

Enquanto isso num bar em Granada...

*“No nos atrevemos a muchas cosas porque son difíciles, pero son difíciles porque no nos
atravemos a hacerlas. Las cosas difíciles llevan mucho tiempo, lo imposible puede tardar
un poco mas...”*

Lúcio Anneo Séneca

“O desconhecido de ontem é a verdade de amanhã.”

Camille Flammarion

Resumo

Esta tese tem como objetivo principal o estudo da evolução de galáxias utilizando diferentes métodos e ferramentas, permitindo um estudo deste tópico em diferentes enfoques.

Primeiramente estudamos os superaglomerados de galáxias e suas populações estelares utilizando a técnica de síntese espectral, direcionando para um estudo ambiental. Identificamos os superaglomerados utilizando o método de campo de densidades, corrigindo pelo efeito de seleção produzido pela colisão de fibras. Identificamos estas estruturas e calculamos características globais destas estruturas como riqueza, luminosidade total, densidade e morfologia, utilizando 120,026 galáxias no intervalo de redshift entre $0.04 < z < 0.155$. A síntese espectral das galáxias pertencentes aos superaglomerados foi realizada e calculamos para cada uma parâmetros representativos, como idades e metalicidades médias. Calculamos valores medianos das propriedades da síntese espectral para cada estrutura. Notamos que existe uma fraca correlação, mas estatisticamente consistente, entre a idade da população estelar das galáxias e a riqueza, densidade média e luminosidade total dos superaglomerados. Notamos uma ausência de superaglomerados ricos com idades das populações estelares relativamente jovens. Uma análise estatística para avaliar se este é um fator observacional ou devido realmente a natureza destes objetos foi feita e concluímos que esta tendência é real e não um artifício observacional. Também notamos que os superaglomerados mais ricos tendem a possuir aglomerados de galáxias mais ricos. Com o intuito de avaliar alguma correlação entre as propriedades de aglomerados e superaglomerados, analisamos os perfis de idade e metalicidade de aglomerados pertencentes a superaglomerados com diferentes morfologias. Notamos que não há distinção entre os perfis medianos de idade e metalicidade dos aglomerados e que a influência ambiental ocorre até uma distância de aproximadamente $8h^{-1}\text{Mpc}$ do centro destes objetos.

Um outro estudo foi feito, com o intuito de avaliar a influência da massa estelar na evolução de galáxias. Utilizamos a técnica de *stacking* e diagramas de diagnóstico para estudar a evolução de galáxias. Extraímos uma amostra de galáxias limitada em magnitude da *Main Galaxy Sample* (Strauss et al., 2002) do SDSS/DR7. Utilizando bins de massa e redshift, dividimos a amostra inicial em diversas subamostras. Aplicamos a técnica de *stacking* e os espectros resultantes mostram claramente o efeito do *downsizing*, isto é, galáxias mais massivas evoluem mais rápido, apresentando predominantemente populações estelares velhas. Por outro lado, galáxias menos massivas apresentam intensas linhas de emissão e um contínuo de populações estelares jovens. Já galáxias mais massivas apresentam pouca ou nenhuma emissão e uma população estelar predominantemente velha. Os diagramas de diagnóstico BPT e WHAN foram utilizados para o estudo da evolução de galáxias. Comparamos os diagramas de diagnóstico com relação aos valores médios das subamostras de galáxias e valores dos espectros *stacked*. Esta comparação mostra que a análise de linhas de emissão em espectros *stacked* pode ser enganosa. Com relação ao diagrama BPT, inicialmente notamos que os primeiros bins de massa estelar se encontram na região classificada como de formação estelar e possuem uma evolução da metalicidade. Galáxias classificadas como aposentadas (sem formação estelar mas apresentando fracas linhas de emissão, comumente confundidas como LINERS) ocupam a mesma região do diagrama das galáxias que os núcleos ativos. Este fato acontece pelo fato de larguras equivalentes não são consideradas neste diagrama, mas apenas razões de fluxo. Utilizando o diagrama WHAN, alguns bins classificados no diagrama BPT como núcleos ativos estão, na verdade, na região de galáxias aposentadas. Um comportamento decrescente da largura equivalente de $H\alpha$ mostra galáxias em diferentes bins de massa estelar migrando de galáxias com formação estelar, para núcleos ativos e finalmente passivas e aposentadas. Notamos que no diagrama BPT os núcleos ativos dominam para $\log(M_*) > 11$ enquanto as *star forming* dominam para menores massas. Já para o diagrama WHAN, as *star forming* dominam para massa estelares até $\log(M_*) = 10$, enquanto as passivas e retired são predominantes para maiores massas. Esta diferença mostra a deficiência do diagrama BPT em diferenciar núcleos ativos e galáxias aposentadas. Finalmente avaliamos como as propriedades das populações estelares evoluem nestes dois diagramas, como idades, metalicidades e extinção.

Apresentamos finalmente um projeto ainda em desenvolvimento que consiste na técnica de Análise de Componentes Principais (*PCA*) para realizarmos a síntese espectral de galáxias. Como esta técnica tem a propriedade de comprimir a informação de um espectro em poucos autovetores, podemos utilizar esta técnica para síntese espectral de modo rápido. Primeiramente simulamos 10,000 número de espectros de galáxias, com propriedades conhecidas, e projetamos esta amostra simulada utilizando a técnica de *PCA*. Depois projetamos uma amostra teste de espectros, que são também espectros simulados e com diferentes razões sinal-ruído. A síntese espectral usando o *PCA* identifica as primeiras componentes principais de uma galáxia observada com as da amostra de espectros simulados utilizando a técnica do vizinho mais próximo. Deste modo é possível avaliar a recuperação das propriedades das galáxias e comparamos os resultados com o código *STARLIGHT*. Notamos inicialmente que a recuperação das propriedades das galáxias usando este método não foi tão acurada como a do código *STARLIGHT*. Esta técnica, contudo, pode ser bastante melhorada e eventualmente, tornar-se competitiva.

Abstract

The main goal of this thesis is to study the galaxy evolution by using different methods and tools, being the study of this topic through different approaches.

Firstly we study the superclusters of galaxies and their stellar population properties by using the spectral synthesis technique. We identify superclusters by using the density field method, corrected by fiber collision effects. We identify them and calculate global features of these structures, such as richness, total luminosity, density and morphology, by using 120,026 galaxies in the redshift range $0.04 < z < 0.155$. The spectral synthesis of the galaxies which belong to the superclusters is carried out and their representative parameters, as mean ages and metallicities, are defined. We calculate median values of spectral synthesis properties for each supercluster. A weak, but statistically significant, correlation between the age and richness, environmental density and total luminosity of superclusters is found. We notice the absence of rich superclusters with relatively young stellar population. A statistical analysis shows us that this absence of rich superclusters presenting relatively young stellar population is not an observational effect. We also notice that rich superclusters predominantly tend to harbour richer clusters. In order to evaluate any correlation between clusters and supercluster properties, we verify the age and metallicity profiles of clusters of galaxies on galaxy properties which belong to different morphologies. There is not distinction between the age and metallicity median profiles of clusters and its environmental influence occurs up to $\sim 8h^{-1}\text{Mpc}$ from the cluster centre.

Other study was done to evaluate the influence of the stellar mass on the galaxy evolution. We use the techniques of stacking and diagnostic diagrams to study the galaxy evolution. We extract a magnitude-limited galaxy sample from the Main Galaxy Sample (Strauss et al., 2002) of the SDSS/DR7. By using stellar mass and redshift bins, we divide

our main sample in several subsamples. We apply the stacking technique and the stacked spectra clearly show the downsizing effect, i.e., more massive galaxies evolve faster, predominantly presenting old stellar populations and weak or no emission lines. On the other hand, less massive galaxies present intense emission lines and a continuum of young stellar population. The BPT and WHAN diagnostic diagrams are used for the study of galaxy evolution. We compared the diagnostic diagrams regards to the average values of subsamples to the stacking spectra values. This comparison shows that the emission line analysis by using stacked spectra can be quite misleading. Regards to the BPT diagram, we initially notice that the first bins of stellar mass are located in star forming regions and present some metallicity evolution. Galaxies classified as retired (no star formation but presenting emission lines, commonly classified as LINERS) occupy the same region of active nuclei. This fact happens because equivalent widths are not considered in this diagram, but only flux ratios. By using the WHAN diagram, some bins classified in the BPT diagram as active nuclei are located in the locus of retired galaxies. The decreasing behavior of the equivalent width of $H\alpha$ shows that galaxies in different stellar mass bins migrate from *star forming* to active nuclei and finally passive and retired galaxies. We notice that in the BPT diagram the active nuclei dominate for $\log(M_*) > 11$, however *star forming* dominates for lower masses. For the WHAN diagram we notice that *star forming* galaxies dominate for $\log(M_*) > 11$ while passive are predominant for lower masses. For the WHAN diagram, the *star forming* dominates for masses up to $\log(M_*) = 10$, while passive and retired are predominant for higher masses. This difference shows the deficiency of the BPT diagram to differentiate active nuclei and retired galaxies. Finally we evaluate the stellar populations properties through these diagrams, as ages, metallicities and extinction.

We finally present an ongoing project which consists of the *Principal Components Analysis* (PCA) in order to carry out the spectral synthesis. As this technique is able to compress the information of spectra to few eigenvectors, one can use this technique to carry out the spectral synthesis in a fast way. Firstly we simulate 10,000 galaxy spectra, with known properties, and project this simulated sample by using PCA. Afterwards we also project a test sample, which are also simulated spectra and with several signal-to-noise ratios. The spectral synthesis by using the PCA technique identify the observed galaxy

(from the test sample) with the simulated sample by using the nearest neighbour technique. In this way it is possible to evaluate the recovering of galaxy properties and we compare our results with STARLIGHT code. We notice that the recovering of galaxy parameters is not as accurate as the STARLIGHT code. This technique, however, can be quite improved, and eventually, becomes competitive.

Lista de Figuras

1.1	Diagrama de Hubble	25
1.2	Diagrama cor-massa estelar, mostrando a bimodalidade de galáxias.	27
1.3	Simulação mostrando galáxias caindo num aglomerado.	31
1.4	Diagrama de massa estelar, densidade local e fração de galáxias vermelhas.	33
1.5	Distribuição espacial de galáxias do levantamento 2dFGRS.	35
1.6	Identificação de superaglomerados de Einasto et al. (2007a)	35
2.1	Ajuste espectral utilizando o código STARLIGHT.	44
2.2	Projeção PCA de espectros com diferentes SFHs e metalicidades.	45
3.1	Mosaico de CCDs do SDSS.	48
3.2	Curvas de resposta das bandas fotométricas do SDSS.	50
4.1	Área do céu usada para identificar superaglomerados.	57
4.2	Correções do campo de densidades dos superaglomerados.	58
4.3	Distribuição do campo de densidades.	60
4.4	Riqueza e luminosidade versus K_1/K_2 dos superaglomerados.	60
4.5	Idade ponderada pela massa versus riqueza de superaglomerados	64
4.6	Riqueza de aglomerados versus riqueza de superaglomerados	65
4.7	Perfis de idade e metalicidade de aglomerados	66
5.1	Espectros <i>stacked</i> utilizando galáxias do SDSS	73
5.2	Diagrama BPT médio e <i>stacked</i>	76
5.3	Diagrama WHAN médio e <i>stacked</i>	78
5.4	Painel de espectros <i>stacked</i> do SDSS.	79

5.5	Histogramas de $EW(H\alpha)$ das galáxias do SDSS em bins de massa.	80
5.6	Fração de galáxias em função da massa estelar e redshift (BPT).	82
5.7	Fração de galáxias em função da massa estelar e redshift (WHAN).	83
5.8	Evolução das populações estelares no diagrama BPT.	86
5.9	Evolução das populações estelares no diagrama WHAN.	88
6.1	Variância acumulada dos autovalores em PCA	97
6.2	Viés da síntese usando PCA em função do número de componentes	100
B.1	Diagrama BPT.	150
B.2	Diagrama WHAN.	150
B.3	Diagrama Azul.	151
B.4	Diagrama MEx.	152
B.5	Diagrama TBT.	153

Lista de Tabelas

4.1	Amostras de superaglomerados identificados.	59
4.2	Coefficientes de correlação das propriedades globais de superaglomerados . .	62
6.1	Propriedades dos espectros simulados.	96
6.2	Síntese espectral com a técnica usando PCA para a normalização N1. . . .	98
6.3	Síntese espectral com a técnica usando PCA para a normalização N2. . . .	101
6.4	Viés da síntese espectral com o STARLIGHT dos espectros simulados. . . .	102

Sumário

1. <i>Introdução</i>	23
1.1 Formação e Evolução de galáxias	23
1.1.1 Cenário atual e bimodalidade de galáxias	23
1.1.2 Fenômeno de <i>Downsizing</i>	26
1.1.3 Papel dos AGNs	28
1.1.4 Efeitos Ambientais	29
1.2 História dos estudos sobre as estruturas em grande escala	32
2. <i>Estudo espectral de galáxias</i>	39
2.1 Ajuste espectral	39
2.2 Metodologia para ajuste espectral	42
2.3 Técnica de Análise de Componentes Principais	43
3. <i>Base de Dados</i>	47
3.1 <i>Sloan Digital Sky Survey</i> (SDSS)	47
3.2 Instrumentação e Imageamento do SDSS	47
3.3 Fotometria do SDSS/DR7	49
3.4 Espectroscopia do SDSS/DR7	51
3.5 Base de dados	51
3.6 Amostras de galáxias	52
4. <i>Síntese Espectral de galáxias em Superaglomerados</i>	55
4.1 Identificação de Superaglomerados e suas propriedades	55

4.2	Campo de densidades	55
4.2.1	Função de seleção	56
4.2.2	Identificação de Superaglomerados	58
4.3	Síntese Espectral	61
4.4	Propriedades dos Superaglomerados	61
4.4.1	Populações Estelares	61
4.4.2	Aglomerados em Superaglomerados	63
4.5	Discussão	65
5.	<i>Evolução de galáxias através de diagramas de diagnósticos</i>	69
5.1	Galáxias em bins de massa e redshift	69
5.2	Diagramas de Diagnóstico de galáxias com linhas de emissão	72
5.2.1	Dispersão das propriedades das linhas de emissão	77
5.3	Um censo detalhado de linhas de emissão de galáxias do SDSS	79
5.4	Evolução dos parâmetros estelares nos diagramas BPT e WHAN	84
5.5	Discussão	87
6.	<i>Síntese Espectral usando a técnica de PCA</i>	91
6.1	Análise de Componentes Principais	91
6.2	Síntese Espectral	94
6.3	Simulação de espectros	95
6.4	Discussão	102
7.	<i>Conclusões e Perspectivas</i>	105
	<i>Referências</i>	109
	<i>Apêndice</i>	127
A.	<i>Artigo Submetido</i>	129
B.	<i>Diagramas de Diagnóstico utilizando linhas de emissão</i>	147

Introdução

1.1 Formação e Evolução de galáxias

Atualmente os grandes levantamentos são apontados como uma das principais ferramentas para o entendimento da evolução de galáxias e estruturas em grande escala devido a grande quantidade de dados disponíveis, com um grande número de objetos e diversas propriedades fotométricas e espectroscópicas. Com estes levantamentos disponíveis para a comunidade astronômica, foi possível realizar avanços significativos na teoria de formação e evolução de galáxias, utilizando informação de diversas regiões espectrais. Estes levantamentos possuem suas bandas fotométricas e espectrógrafos projetados especificamente para obter-se informação numa certa região espectral, principalmente na região do ultravioleta, óptico, infravermelho próximo, como o *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX, Bianchi e GALEX Team, 1999), *2 Degree Field Galaxy Redshift Survey* (2dFGRS, Colless et al., 2001), *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS, York et al., 2000), DEEP (Vogt et al., 2005) e COSMOS (Scoville et al., 2007). Cobrindo diversas regiões espectrais e grandes áreas do céu, foram cruciais para avanços no entendimento da evolução de galáxias no contexto cosmológico.

1.1.1 Cenário atual e bimodalidade de galáxias

Na década de 30, Hubble (1936) identificou basicamente dois tipos de galáxias no Universo local, baseando-se na morfologia. A primeira consiste em galáxias com formato elíptico e o segundo tipo consiste em galáxias com uma morfologia espiral e granular. A figura 1.1 mostra a chamada Sequência de Hubble com as galáxias classificadas como *early-type* (esquerda) e *late-type* (direita) (Kormendy e Bender, 1996). Inicialmente pensava-se

numa evolução do primeiro para o segundo tipo (da esquerda para a direita no diagrama), recebendo assim estes respectivos nomes para as duas classes de galáxias. Atualmente diversos trabalhos apontaram para um cenário geral de evolução de galáxias indicando uma bimodalidade de galáxias, com dois grupos com características distintas, principalmente com relação a distribuição de cores (Tully et al., 1982; Strateva et al., 2001), emissão em $H\alpha$ (Balogh et al., 2004), e história de formação estelar (e.g. Brinchmann et al., 2004). Estas duas sequências dominantes de galáxias estão associadas a uma população elíptica+S0 (identificada com a sequência vermelha em diagramas cor-magnitude) e a outra composta por galáxias espirais e irregulares (população azul). No entanto existem ainda galáxias com características intermediárias dos dois grupos, consideradas em transição, podendo ser classificadas como galáxias compostas (e.g., Schawinski et al., 2014). As galáxias *early-type* são as galáxias mais massivas na função de massa de galáxias do Universo local, com uma população predominantemente velha e com pouco gás e poeira. Estas características são consistentes com um surto de formação estelar inicial e depois uma evolução considerada passiva. As galáxias *late-type* dominam entre as menos massivas e apresentam estrelas jovens e geralmente muita poeira e gás, indicando uma história de formação estelar estendida no tempo, ainda formando estrelas nos dias atuais e com linhas de emissão. De acordo com o cenário de *downsizing* (Cowie et al., 1996; Kodama et al., 2004), galáxias mais massivas possuem uma evolução relativamente mais rápida, formando toda sua massa estelar em alto redshift e depois evoluindo passivamente. Ao mesmo tempo galáxias menos massivas possuem uma evolução mais suave, formando estrelas progressivamente até os dias de hoje. A figura 1.2 mostra a cor ($U-B$) versus a massa estelar das galáxias, evidenciando a bimodalidade observada. As elipses azul e vermelha indicam as regiões que as populações de *late-types* e *early-types* ocupam no diagrama, respectivamente (Pozzetti et al., 2010). Utilizando espectros simulados, com diferentes histórias de formação estelar e massas estelares, as trajetórias evolutivas mostram os diferentes caminhos e escalas de tempo de evolução destas duas populações. Podemos notar que a inclinação da trajetória (ou o tempo característico da SFH, τ_*) é dependente da massa estelar, com objetos de maiores massas possuindo trajetórias mais verticais (menores τ_*). Isto mostra uma evolução mais rápida das galáxias mais massivas. Também é mostrado a trajetória de objetos classificados como compostas, apresentando trajetórias intermediárias. As elipses vermelhas

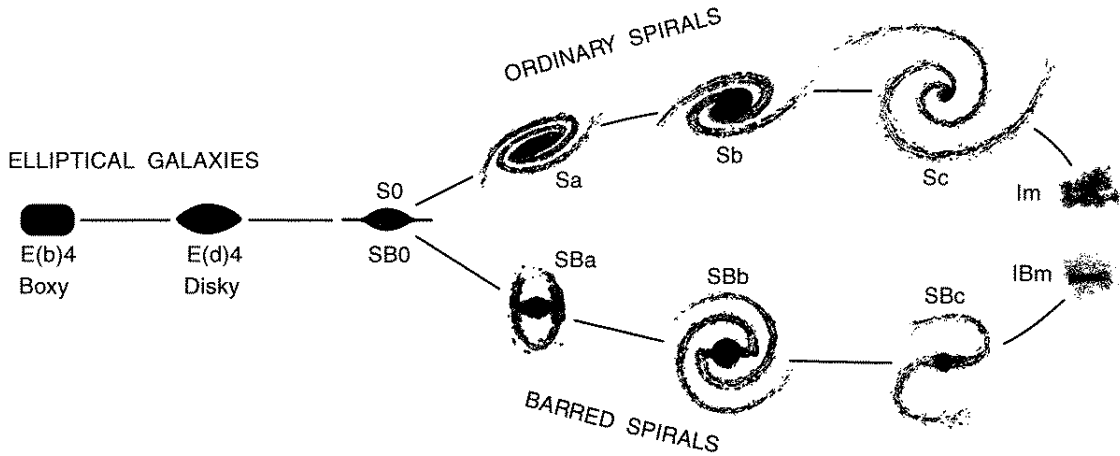


Figura 1.1: Diagrama de classificação morfológica de galáxias de Hubble (1936). Figura de Kormendy e Bender (1996).

correspondem a evolução da sequência vermelha com o redshift. Em mais alto redshift, somente as galáxias mais massivas ($\log(M_*) \sim 10.5-11$) se localizam nesta região e à medida que o redshift diminui, galáxias de menor massa preenchem esta sequência, apresentando características semelhantes em cores e formando assim a sequência vermelha (Faber et al., 2007).

Uma ferramenta no estudo destas populações de galáxias seria através da função de massa, pois pode mostrar indícios de como estas duas classes evoluem com o redshift. A função de massa de galáxias consideradas *early-type* foi estudada por diversos autores (e.g. Bell et al., 2004; Taylor et al., 2009) e mostraram que estas galáxias dominam a parte massiva da função de massa até $z \sim 1$. Pozzetti et al. (2010) estudaram amostras de galáxias do zCOSMOS (Lilly et al., 2009) até $z \sim 1$ e notaram que a densidade numérica de galáxias *early-type* cresce à medida que o redshift decresce, mas este aumento é dependente da massa, sendo maiores para menores massas. Este resultado mostra que mesmo entre as galáxias *early-type*, existe um comportamento dependente da massa e as galáxias mais massivas já se encontram estabelecidas e formadas em $z \sim 1$. Outro resultado encontrado pelos autores mostra que a densidade numérica de galáxias com $\log(M_*) > 10$ mas azuis/espirais permanece praticamente constante neste intervalo de redshift. Já a população de galáxias com alta formação estelar e de menor massa apresenta uma densidade numérica que decresce rapidamente com o redshift. Estes resultados indicam uma trans-

formação de galáxias espirais, azuis de massa baixa e intermediária para azuis quiescentes, que representam uma fase de transição e conseqüentemente apresentam uma densidade quase constante, e posteriormente em vermelhas passivas, com baixa ou nenhuma formação estelar. Partindo para redshift mais altos, diversos autores encontram um aumento em densidade de massa estelar de galáxias quiescentes de aproximadamente 1 dex entre os redshifts 1.7 e 1 (Arnouts et al., 2007; Ilbert et al., 2010). Resultados similares mostraram que a densidade em massa de galáxias da sequência vermelha ($\log(M_*) > 11$) cresce por um fator aproximadamente 4 no intervalo de redshift $1 < z < 2$ e permanece constante para $z < 1$ (Nicol et al., 2011). van Dokkum et al. (2010) também encontraram um aumento de fator *sim2* na densidade numérica de galáxias com massa estelar $\log(M_*) \sim 11$ no intervalo de redshift de 2 até o Universo local. Concluíram que este aumento na densidade de galáxias massivas pode ser atribuído às fusões, já que o aumento da massa estelar de uma galáxia pela formação estelar consiste em aproximadamente 20% de $z=2$ até hoje, logo um mecanismo alternativo é necessário para explicar este aumento em massa significativo. De qualquer maneira, o intervalo de redshift no qual as maiores mudanças acontecem consiste no intervalo $1 < z < 2$. Os resultados obtidos até $z < 1$ mostram-se robustos graças aos grandes levantamentos, que permitiram um censo de galáxias neste intervalo de redshift. Já para maiores redshifts, as amostras de galáxias ainda são bem menores, introduzindo maiores erros e variância cósmica. Mesmo assim, a identificação espectroscópica de candidatas a galáxias *early-type* massivas em redshift maiores que 4 é incerta, pois são objetos fracos e conseqüentemente os espectros ópticos são planos e ruidosos demais para uma determinação mais precisa. Provavelmente observações em outros comprimentos de onda (por exemplo o infravermelho próximo) são necessárias para determinar a massa e demais propriedades destas galáxias de modo mais robusto.

1.1.2 Fenômeno de *Downsizing*

O fenômeno de *downsizing* pode ser assim um processo natural no cenário hierárquico de formação de galáxias, onde as galáxias se formam a partir de flutuações primordiais e crescem em massa estelar por diversos processos, como formação estelar e fusão/acresção. Neste cenário, mecanismos de supressão da formação estelar em altos redshift são necessários para explicar a bimodalidade de galáxias observada no Universo local. Como

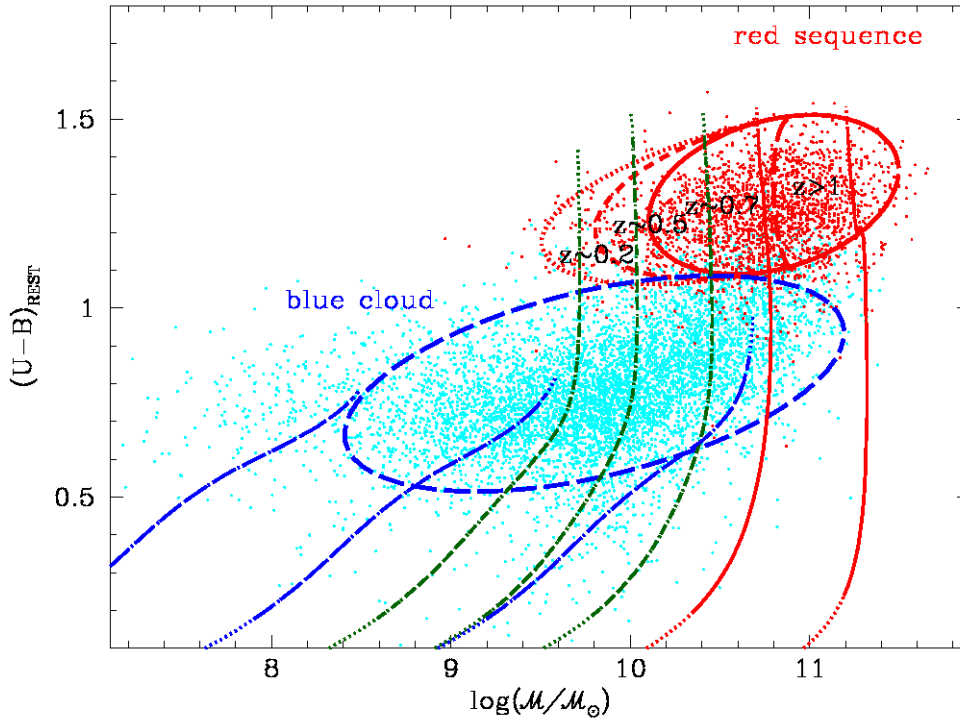


Figura 1.2: Cenário de bimodalidade de galáxias mostrado através do diagrama $(U-B)_{rest}$ versus $\log(M_*)$. As elipses azuis e vermelhas representam populações de galáxias *late-type* e *early-type*, respectivamente. As trajetórias evolutivas representam galáxias entre 0.1 Ganos e 10 Ganos com diferentes histórias de formação estelar ($SFH(t) \propto \exp(-t/\tau)$), normalizadas para a massa total. As trajetórias em azul representam as *late-types* ($(\tau; \log(M_*)) = ((5;11), (10;10), (15;9))$), as verdes representam as galáxias intermediárias ($(\tau; \log(M_*)) = ((0.6;10.7), (1;10.3), (2;10))$) e as vermelhas as galáxias *early-types* ($(\tau; \log(M_*)) = ((0.1;11.5), (0.3;11))$). Figura de Pozzetti et al. (2010).

as galáxias mais massivas (*early-type*) tiveram por algum motivo a maior parte da sua formação estelar em altos redshifts, sua evolução foi praticamente passiva desde então. Alguns mecanismos foram responsáveis pela supressão da formação estelar destes objetos em alto redshift. Já as galáxias menos massivas (*late-type*) não tiveram sua formação estelar suprimida em altos redshifts e por isso observamos ainda hoje estes objetos formando estrelas. Como podemos notar este mecanismo atua de forma dependente da massa estelar e é necessário para explicar o cenário de evolução de galáxias atual. Vale a pena mencionar que não necessariamente pode ser apenas um mecanismo, mas sim diversos que atuam na evolução de galáxias em conjunto e tem como resultado o cenário que observamos hoje. Sendo assim podemos então perguntar porque galáxias com diferentes massas possuem histórias de formação estelar distintas, isto é, qual mecanismo é responsável pelas evoluções distintas entre galáxias mais massivas e menos massivas? Por que estas galáxias formaram praticamente toda a sua massa estelar em $z > 1$ enquanto as menos massivas ainda formam estrelas? Muitos mecanismos de supressão da formação estelar são propostos na literatura, como o *gas exhaustion* (Cooper et al., 2008), exaurindo todo o gás da galáxia para formar estrelas. Outro mecanismo proposto é o de fusão de galáxias com massas similares (*major mergers*). O torque gravitacional da fusão pode direcionar o gás para a região central da galáxia resultando num único surto de formação estelar e depois conseqüentemente numa evolução passiva (Martig et al., 2009). Entretanto a taxa de fusões maiores de galáxias com $\log(M_*) > 11$ é aproximadamente 20%-50% em $z \sim 3$ mas cai para 5%-10% em $z \sim 1$, indicando que as taxas de fusões maiores não são suficientes para explicar a formação destes objetos (Conselice, 2007), já que se apresentam praticamente formados em $z \sim 1$.

1.1.3 Papel dos AGNs

Outros candidatos muito estudados na literatura como responsáveis pela supressão de formação estelar são os núcleos ativos de galáxias (*Active Galactic Nuclei* ou AGN), que constituem diversas famílias de objetos de acordo com as propriedades observadas. A galáxia que hospeda um AGN pode possuir diferentes morfologias e apresentar um grande intervalo de luminosidade em todas as regiões espectrais, como radio, óptico, ultravioleta e raios-X. O modelo unificado (Antonucci, 1993) é o mais aceito atualmente para explicar

estes núcleos ativos. Ele considera que os AGNs contém um buraco negro central super massivo (*Super Massive Black Holes*, SMBHs) com um disco de acreção e um toro de gás e poeira ao redor. Na região do óptico, alguns AGNs são caracterizados por um contínuo espectral na forma de lei de potência e linhas de emissão alargadas ($>1000\text{km/s}$), produzidas nas regiões de linhas largas (*Broad Line Regions*, BLRs), com escalas da ordem de dias-luz. Estes objetos não são obscurecidos por gás ou poeira e são classificados como Seyfert Tipo-I (Seyfert, 1943). Estes objetos são mais facilmente classificados como AGNs pela característica visível do contínuo em forma de lei de potência e as linhas espectrais bem alargadas emergindo das BLRs. Por outro lado, quando as BLRs são obscurecidas pelo toro de gás e poeira, as linhas de emissão observada emergem da região de linhas estreitas (NLRs), com escala de algumas centenas de dias-luz e neste caso o contínuo do espectro é dominado pelas populações estelares. De acordo com o modelo unificado de AGNs, esta classificação em duas classes depende se o ângulo de visada do observador permite observar a região central que contém o SMBH (região de BLR, Seyfert Tipo-I) ou é obscurecida pelo toro de gás e poeira que circunda a região central (Seyfert Tipo-II). Entretanto existem diversas outras classes utilizadas na literatura para designar objetos com características mais peculiares. A fração de galáxias com núcleos ativos se torna mais notável para galáxias do tipo *early-types*, enquanto para as galáxias consideradas *late-type* esta fração cai drasticamente (Kauffmann et al., 2003a; Miller et al., 2003). O estudo de uma correlação entre AGNs e formação estelar sempre foi de grande importância já que seu fator energético é mais que suficiente para perturbar a dinâmica da galáxia hospedeira, sendo aproximadamente 1% da energia do AGN responsável por perturbar todo o gás da galáxia (Fabian, 2012). Existem duas linhas na literatura que argumentam diferentes papéis dos AGNs na evolução de galáxias. O primeiro grupo argumenta que jatos do AGN podem inibir a formação estelar de modo global, aquecendo o gás do meio interestelar presente na galáxia e assim impedindo a formação estelar ou até mesmo expulsando gás do halo da galáxia (e.g. Best et al., 2005; Croton et al., 2006). Já o segundo grupo argumenta que os AGNs podem, por outro lado, causar uma formação estelar induzida por ondas de choque (Bicknell et al., 2000; Gaibler et al., 2012). De qualquer maneira, o papel do AGNs, como um fenômeno extremamente energético na região central deve afetar a evolução de galáxias. Mesmo suprimindo ou desencadeando a formação estelar, os núcleos ativos são

responsáveis, no mínimo parcialmente, pelo cenário da evolução de galáxias atual.

1.1.4 Efeitos Ambientais

É bem conhecido que o ambiente em que as galáxias se encontram desempenha um papel fundamental na evolução destes objetos, como evidenciado pela relação entre a morfologia e a densidade local de galáxias (Dressler, 1980; Postman e Geller, 1984). Esta relação indica que galáxias azuis, com alta formação estelar e apresentando discos tendem a estar em regiões de baixa densidade local enquanto galáxias vermelhas, elípticas e com pouca ou nenhuma formação estelar tendem a se localizar em regiões de alta densidade local. No Universo local, diversos trabalhos mostraram que esta relação é bem estabelecida (Mateus et al., 2006; Brough et al., 2013; Peng et al., 2012), mas sua origem ainda é desconhecida, podendo ser atribuída a diversos fenômenos. Alguns deste fenômenos consistem no *ram-pressure stripping*, que retira o gás do disco da galáxia para o meio intergaláctico (Gunn e Gott, 1972), *strangulation*, quando o gás é removido do halo da galáxia (Larson et al., 1980) e *harassment*, onde encontros de alta velocidade destroem a estrutura da galáxia. Processos gravitacionais que influenciam no gás e nas propriedades estelares podem partir de interações de maré lentas (Mamon, 1998; Conselice, 2006) até interações relativamente fortes, de alta velocidade que podem ocorrer em grupos e aglomerados, quando a galáxia está em queda nestes objetos (Moore et al., 1998; Mihos, 2004). Estes processos podem suprimir ou desencadear a formação estelar. Nas vizinhanças de grupos e aglomerados de galáxias o ambiente é responsável pela supressão da formação estelar, retirando o gás presente na galáxia à medida que aproxima da vizinhança destes objetos (Abraham et al., 1996; Balogh et al., 1999). Este resultado também é mostrado em simulações, como mostra a figura 1.3. No momento em que galáxias caem no poço de potencial do aglomerado de galáxias (com gás quente), sua formação estelar é suprimida quase que imediatamente. O gás é retirado por *ram-pressure* e a formação estelar é cessada, resultando assim numa predominância de galáxias passivas, vermelhas e elípticas em aglomerados. Estudos em altos redshifts são fundamentais para investigar a origem desta relação. Partindo para altos redshifts, a relação entre a densidade e a formação estelar apresenta um comportamento oposto para $z > 1$, isto é, a taxa de formação estelar apresenta uma correlação positiva com a densidade local (Elbaz et al., 2007). Kovac et al.

(2009) mostraram que a transformação de cor das galáxias é maior em ambientes mais densos já em $z \sim 1$. Já galáxias em transição, espirais sem formação estelar que se tornarão elípticas, encontram-se em ambientes com densidade intermediária (Goto et al., 2003). Um outro fator que tem grande influência nesta evolução é, como vimos, a massa estelar da galáxia. Scodreggio et al. (2009) mostraram que a relação entre a massa estelar e o ambiente já se encontra presente em $z \sim 1$, fazendo este cenário mais complicado, colocando mais um fator que influencia a evolução de galáxias, a massa estelar. Sabemos que o ambiente tem um papel fundamental na evolução de galáxias mas também é conhecido que a massa estelar possui um papel tão importante quanto o ambiente nesta evolução, podendo ser considerado um fator distinto do ambiente.

Peng et al. (2010) realizaram um trabalho empírico e pioneiro estudando separadamente a influência do ambiente e da massa estelar na evolução de galáxias num dado redshift. Os autores argumentam que dois processos distintos afetam a formação estelar das galáxias: a supressão de formação estelar devido a massa (*mass quenching*) e a supressão da formação estelar devido ao ambiente (*environment quenching*), resultados mostrados tanto para o SDSS como para o zCOSMOS (até $z \sim 1$). A figura 1.4 mostra a taxa de formação estelar e a fração de galáxias vermelhas para o plano massa estelar e densidade local. Primeiramente podemos notar que a taxa de formação estelar de galáxias é independente do ambiente para um certo intervalo de massa estelar. Por exemplo percebe-se que galáxias de baixa massa e alta formação estelar existem em todos os ambientes. Já com relação a fração de galáxias vermelhas, podemos perceber que esta fração é consideravelmente alta em ambientes relativamente densos mas independe do ambiente para galáxias massivas. Este recente resultado mostra que estes dois parâmetros de supressão da formação estelar são distintos e atuam separadamente. Pode-se assim associar estes dois parâmetros que indicam a supressão da formação estelar (massa estelar e ambiente) a duas assinaturas de processo físicos colocados em modelos semi-analíticos de formação e evolução de galáxias, a supressão devido a satélites (ambiente) e devido ao retorno (*feedback*) da formação estelar (massa estelar). Mais recentemente Peng et al. (2012) realizaram um estudo voltado mais especificamente para o caso dos satélites, mostrando que os satélites são responsáveis por todos os efeitos ambientais. Calculando a eficiência dos satélites em suprimir a formação estelar, encontrou-se uma independência da massa

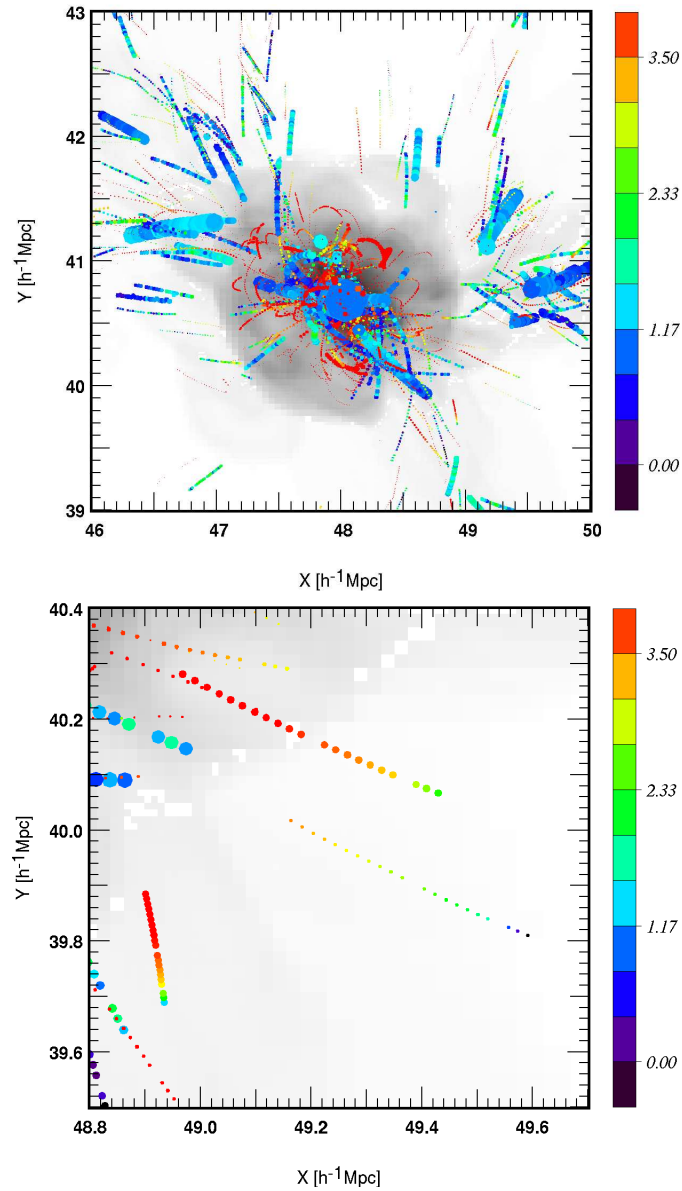


Figura 1.3: Simulação *Mare Nostrum* (Gottloeber et al., 2006), mostrando galáxias caindo no poço de potencial de um aglomerado entre $1.6 < z < 1.9$ (acima). A nuvem em cinza representa o gás quente encontrado no poço de potencial do aglomerado, mostrando a extensão da nuvem quente de gás. Os traços representam trajetórias espaciais das galáxias e os tamanhos a massa do halo. A barra de cor lateral indica a cor U-I da população estelar. Uma ampliação da região mostra galáxias que à medida que o halo cai no poço de potencial, sua formação estelar é suprimida (abaixo). Figuras de Gay et al. (2010).

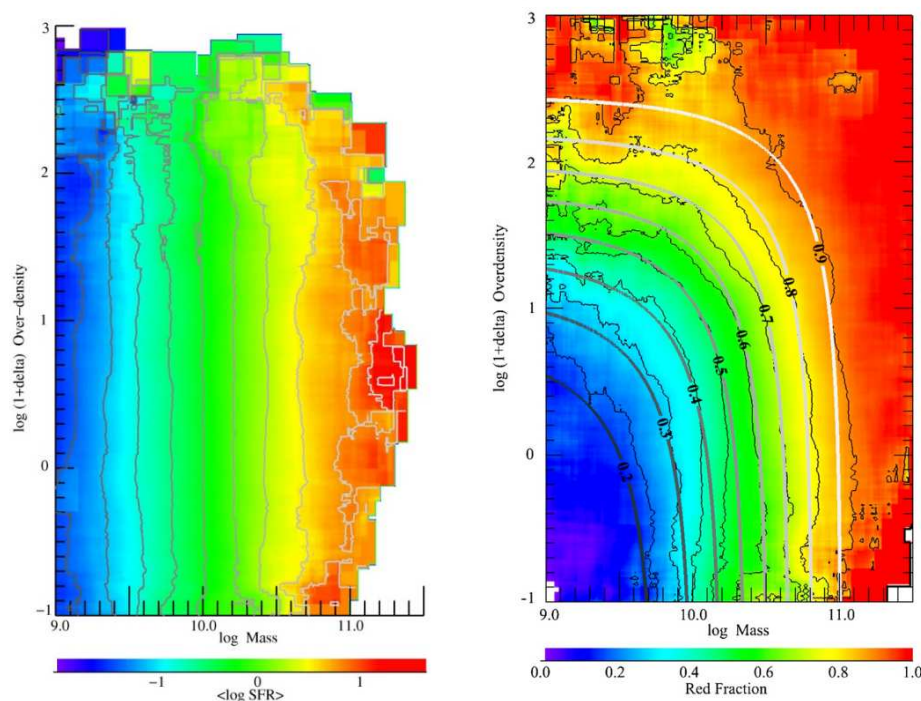


Figura 1.4: Direita: Valor médio da taxa de formação estelar em função da densidade local e massa estelar de galáxias *star forming* do SDSS. Esquerda: Fração de galáxias vermelhas em função da densidade local e da massa estelar de galáxias do SDSS. Figuras de Peng et al. (2010).

estelar, mas obviamente uma dependência do ambiente. Todos estes resultados refletem nas funções de massa dos tipos de galáxias, sendo as *star forming* descritas somente com uma função de Schechter (Press e Schechter, 1974) e duas funções para as passivas (ou total).

1.2 História dos estudos sobre as estruturas em grande escala

A distribuição de galáxias no Universo representa uma vasta fonte de informação no estudo de Cosmologia e formação e evolução de galáxias. Os trabalhos pioneiros no estudo de levantamentos extragalácticos, apresentando um número relativamente pequeno de objetos, baseavam-se simplesmente na contagem espacial de objetos. de Vaucouleurs (1953) utilizou um catálogo de galáxias de Shapley e Ames (1932) para avaliar a distribuição de objetos extragalácticos no céu e notou assim uma região de maior densidade. Inicialmente o autor denominou esta região como o Super Galáxia Local mas somente alguns anos depois esta distribuição foi chamada de Superaglomerado Local (de Vaucouleurs, 1958). Posteri-

ormente placas fotográficas do levantamento realizado no Observatório Pamolar (*Palomar Observatory Sky Survey*) foram utilizadas para compilar um dos primeiros catálogos de galáxias, elaborado por Abell (1958). Este trabalho de Abell apresentava somente aglomerados do hemisfério Norte e alguns anos depois Abell et al. (1989) estendeu este catálogo para o hemisfério Sul, totalizando 4,074 objetos.

O estudo do Superaglomerado Local teve continuidade através de diversas técnicas estatísticas para a análise da distribuição de galáxias, confirmando a existência desta estrutura como uma sobredensidade real (Abell, 1974). Entretanto alguns autores associaram esta estrutura ao efeito de extinção da Galáxia ou devido a proximidade ao aglomerado de Virgo (Bahcall e Joss, 1976). Já na década de 80, o levantamento de CfA de Harvard (Huchra et al., 1983) permitiu um estudo mais detalhado da distribuição de galáxias numa maior profundidade, observando galáxias com magnitudes até 14.5 e um mapeamento mais detalhado pode ser feito desta região.

Todos estes levantamentos, cada vez mais profundos à medida que os telescópios se tornaram maiores e mais eficientes, permitiram identificar galáxias numa disposição filamentar e aglomerada no Universo local. Por outro lado, houve também a identificação de vazios (*voids*), regiões de menor densidade de galáxias. Estes resultados concluíram que a distribuição espacial de galáxias no Universo não poderia ter sido formada por uma aglomeração aleatória (*random clustering*) (Einasto e Jõeveer, 1978). Entretanto ainda existiam problemas entre teoria e observação (e.g., Davis e Peebles, 1983), logo um novo cenário de formação de estruturas, baseado numa formação hierárquica e com matéria escura fria (*Cold Dark Matter*, CDM) foi proposto (Blumenthal et al., 1984).

Na década de 90, o levantamento *APM galaxy survey* usou placas fotográficas do *ESO Sky Survey* digitalizadas, cobrindo 185 campos com um limite de magnitude $b_j < 19.5$, utilizando uma máquina digitalizadora chamada *Automated Plate Measuring Facility* (Maddox et al., 1990). Efstathiou et al. (1990) mostraram que as observações estavam em conflito com o modelo da época (SCDM) e uma densidade de matéria menor que a densidade crítica e uma constante cosmológica seriam necessárias para reproduzir as observações.

Com estes levantamentos mais profundos, um estudo mais detalhado de superaglomerados foi possível utilizando volumes cosmológicos maiores e um número maior de objetos. Bahcall e Soneira (1984) compilaram um catálogo de superaglomerados até $z=0.1$,

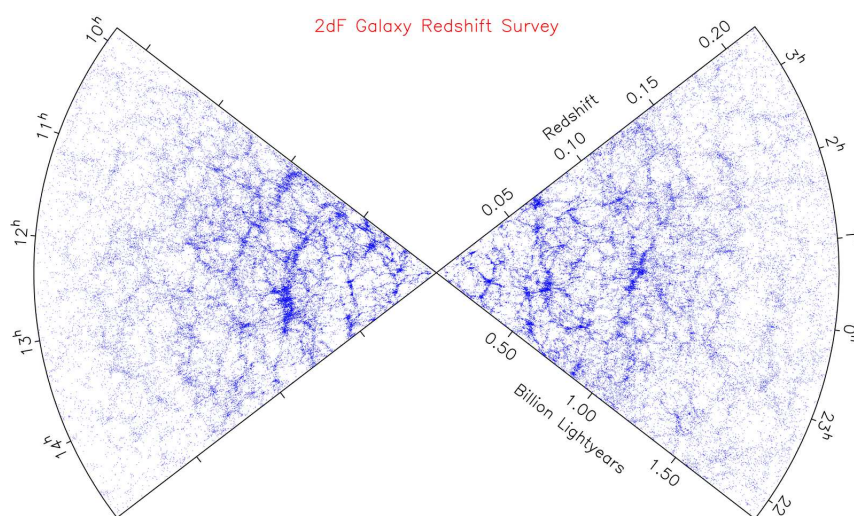


Figura 1.5: Distribuição espacial de galáxias do levantamento 2dFGRS.

utilizando os aglomerados do catálogo de Abell (1958). Para isto calcularam o campo de densidades e utilizaram o método chamado *friends-of-friends* com raios constantes de percolação em todo o volume. As propriedades globais dos superaglomerados indicaram estruturas alongadas com dimensões excedendo em alguns casos $100h^{-1}\text{Mpc}$. Zucca et al. (1993) apresentaram uma análise de superaglomerados identificados com o método de campo de densidades mas agora utilizando dois catálogos de aglomerados, o de Abell e ACO (Abell et al., 1989), cobrindo ambos hemisférios celestes. Levantamentos mais modernos, com espectrógrafos multi-objetos, permitiu a compilação de catálogos cada vez maiores. Os levantamentos LCRS (*Las Campanas Redshift Survey*, Shectman et al., 1996) e 2dFGRS (2 degree Field Galaxy Redshift Survey, Colless et al., 2001) proporcionaram catálogos com aproximadamente 26,000 e 250,000 objetos com espectroscopia, respectivamente. A figura 1.5 mostra a distribuição de galáxias observada pelo levantamento 2dFGRS, mostrando a existência de regiões mais aglomeradas e vazias.

Estudos cada vez mais detalhados das propriedades dos superaglomerados foram possíveis através da evolução destes levantamentos. Basilakos et al. (2001) utilizaram o PSCz (*Point Source Catalogue Redshift Survey* Saunders et al., 2000) e aplicaram o método do campo de densidades com o intuito de identificar estas estruturas. Os autores concluíram que a maioria dos superaglomerados tem uma morfologia filamentar. Um ponto interessante deste trabalho foi a utilização de superaglomerados como teste cosmológico. Na comparação das propriedades de superaglomerados identificados com o levantamento PSCz nas cosmolo-

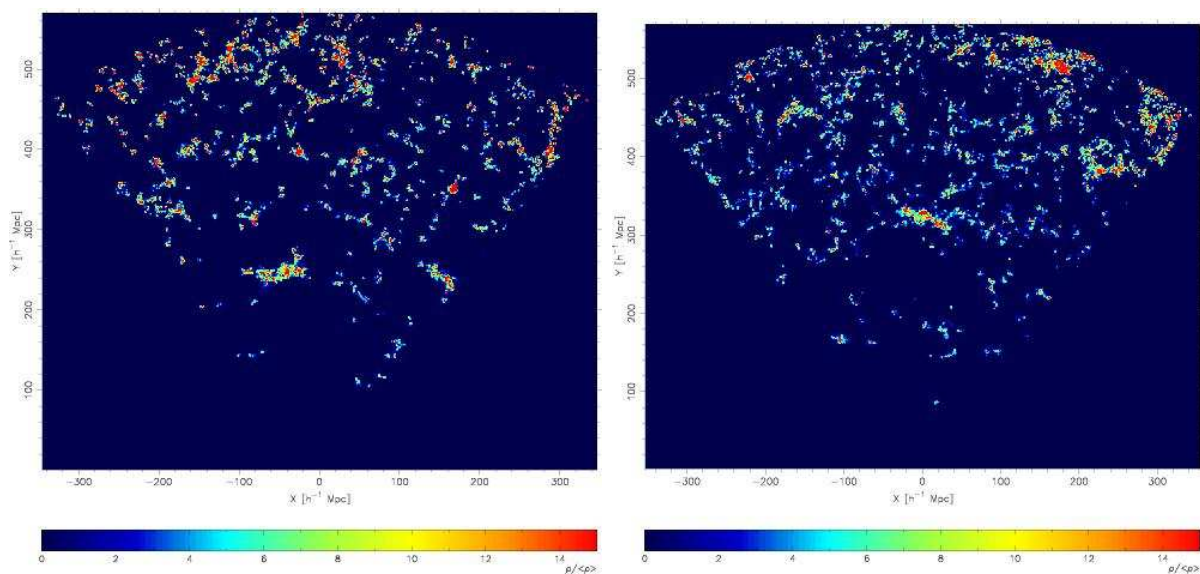


Figura 1.6: Identificação de superaglomerados como regiões de sobredensidade utilizando galáxias do levantamento 2dFGRS, na porção Norte (direita) e Sul (esquerda) do levantamento. Figura de Einasto et al. (2007a).

gias Λ CDM, SCDM e τ -CDM, mostrou-se que o melhor modelo foi o que continha uma constante cosmológica (Λ CDM). Resultados similares foram obtidos em trabalhos posteriores utilizando amostras de galáxias do SDSS (Basilakos, 2003). Einasto et al. (2003) utilizaram os dados do *SDSS Early Data Release* (Stoughton et al., 2002) e mostraram a existência de *multi-branching*, isto é, superaglomerados possuem diversos filamentos ou ramos que ligam as diversas regiões destas estruturas. Posteriormente os autores publicaram uma série de artigos com relação as propriedades dos superaglomerados. No primeiro artigo da série, Einasto et al. (2007a) identificaram estruturas com um limiar de 4.5 vezes a densidade média no campo de densidades. A figura 1.6 mostra a distribuição em duas dimensões dos superaglomerados identificados como regiões de sobredensidade. No segundo artigo da série, Einasto et al. (2007b) realizam uma comparação com cones de luz de simulações (Croton et al., 2006) e concluem que os superaglomerados de simulações estão em acordo com as propriedades dos observados. Entretanto, nas simulações não foram encontrados estruturas tão ricas quanto aos observados. No terceiro artigo da série, Einasto et al. comparam os superaglomerados mais ricos aos mais pobres. As principais conclusões dos autores indicam que as galáxias mais luminosas estão nos superaglomerados mais ricos, assim como uma fração maior de galáxias *early-type* nestes objetos. Diversos outros trabalhos mais recentes do mesmo grupo apontam para uma relação entre as pro-

priedades dos superaglomerados e as propriedades das galáxias que os compõem, sendo a influência da estrutura em grande escala tanto pelo ambiente local como pelo global (Einasto et al., 2011, 2014).

Esta tese dá continuidade aos estudos da evolução de galáxias explorando tanto a questão do ambiente quanto ao papel da massa estelar. Para isto apresentamos resultados utilizando diagramas de diagnóstico com linhas de emissão e síntese espectral empírica, utilizando o código STARLIGHT, além de uma nova proposta de síntese espectral usando a técnica de PCA. No capítulo 2 discutimos o estudo espectral de galáxias utilizando diferentes técnicas, como ajuste espectral e PCA. Descrevemos brevemente também a metodologia adotada no código STARLIGHT. No capítulo 3 descrevemos a base de dados utilizada nesta tese e das amostras extraídas para os estudos desta tese. No capítulo 4 realizamos um estudo de evolução de galáxias associado ao ambiente através de superaglomerados de galáxias. No capítulo 5 mostramos um estudo da evolução de galáxias dependente da massa, utilizando diagramas de diagnóstico com linhas de emissão. Finalmente no capítulo 6 propomos uma nova técnica de síntese espectral utilizando a técnica de PCA. Nos apêndices A e B apresentamos o artigo submetido do capítulo 5 e uma discussão sobre diagramas de diagnóstico da literatura, respectivamente.

Estudo espectral de galáxias

Neste capítulo discutimos primeiramente a evolução de algumas técnicas utilizadas para um estudo de espectros galácticos, e suas mudanças e problemas à medida que as bibliotecas e métodos evoluíram. Técnicas como ajuste espectral e Análise de Componentes Principais (PCA) representam métodos largamente utilizados para este estudo. Posteriormente descrevemos como a maioria dos códigos de síntese espectral realiza a síntese espectral e como as propriedades das galáxias são calculadas a partir destes resultados.

2.1 Ajuste espectral

Os espectros integrados de galáxias possuem uma grande quantidade de informação, como idades e metalicidades das estrelas, extinção pela poeira, além de características do gás nebuloso ionizado obtidas através de linhas espectrais. Deste modo a espectroscopia de galáxias representa uma das principais técnicas observacionais para o estudo da formação e evolução de galáxias, principalmente para objetos não resolvidos. O estudo de espectros de galáxias através do ajuste espectral é uma ferramenta fundamental neste contexto. Na década de 70, duas maneiras distintas de síntese espectral surgiram para realizar esta tarefa, utilizando diferentes abordagens. A primeira consiste em métodos de síntese espectral empírica, que realiza o ajuste espectral através de uma composição de espectros mais simples com idades e metalicidades bem conhecidas, geralmente sistemas relativamente isolados e homogêneos, como estrelas e aglomerados de estrelas (e.g. Faber, 1972). O segundo modo consiste na síntese espectral evolucionária, que consiste na reprodução das observações através de uma evolução temporal de sistemas estelares levando em consideração ingredientes básicos da evolução estelar, como a função de massa inicial

(IMF) e trajetórias evolutivas (Spinrad e Taylor, 1972). Como a calibração dos ingredientes usados para a síntese espectral se tornaram cada vez mais precisa, estas abordagens que antes eram consideradas distintas ¹, atualmente se aproximaram e suas diferenças quase desapareceram.

O estudo de galáxias através do ajuste espectral ou ajuste da distribuição espectral de energia (*Spectral Energy Distribution fitting - SED fitting*) teve diversos avanços nas últimas décadas. Uma das grandes motivações foram os grandes levantamentos, que permitiram aos astrônomos cobrir diversas regiões do espectro eletromagnético, de comprimentos de onda de raios-X, passando pelo ultravioleta (UV), óptico, infravermelho (IR) ao rádio. Entretanto neste trabalho vamos dar mais ênfase à parte óptica devido ao objetivo desta tese. Estas observações foram fundamentais para o desenvolvimento da síntese espectral, aprimorando técnicas e teorias. Frequentemente o *SED fitting* é usado para ajuste através de fotometria de banda larga, provenientes de um ou mais levantamentos. Já a síntese espectral é um tipo de *SED fitting* de alta resolução, utilizando espectros com milhares de pixels ao invés de algumas dezenas de bandas fotométricas e se restringindo a somente a região óptica, na maioria das vezes. Obviamente estas duas abordagens possuem seus respectivos erros devido a quantidade de informação contida em cada uma.

Ao mesmo tempo que os levantamentos disponibilizaram uma grande quantidade de observações, ferramentas, modelos e métodos/técnicas foram criados para extrair a complexa informação contida nas observações. Um dos ingredientes fundamentais para o ajuste espectral é representado pelos espectros de populações estelares de bibliotecas, compostos por receitas de espectros estelares teóricos e/ou observados e ponderados por trajetórias evolutivas e a IMF, com idades e metalicidades bem definidas. Todos estes ingredientes de populações estelares possuem suas limitações e incertezas, logo o ajuste espectral por síntese espectral (ou *SED fitting*) depende fortemente dos modelos adotados. Este conjunto é de fundamental importância para um ajuste espectral já que a combinação linear destes parâmetros precisa representar da forma mais global todos os espectros observados da amostra. Por exemplo, para modelar a SFH de galáxias podemos utilizar espectros com uma taxa de formação estelar exponencial decrescente ($\text{SFR}(t) \propto e^{-t/\tau_*}$), entretanto sabemos que na prática a SFH é, na maioria das vezes, uma função estocástica, isto é,

¹ Na prática envolvendo bases teóricas e empíricas.

constituída por surtos discretos de formação estelar. Assim os tempos característicos escolhidos para a SFH (τ_*) dos espectros de entrada vão determinar um bom ajuste ou não para espectros observados. Assumindo os valores extremos do tempo característico de formação estelar resulta numa taxa de formação estelar constante ($\tau_* \rightarrow \infty$) ou uma população estelar simples (SSP), com apenas um surto de formação estelar inicial ($\tau_* \rightarrow 0$). Para o ajuste também é necessário uma lei de extinção para modelar a extinção pela poeira na própria galáxia observada.

Na prática a acurácia da síntese espectral ou *SED fitting* pode estar comprometida pela degenerescência entre as propriedades das populações estelares. Um exemplo deste problema consiste na degenerescência idade-metalicidade-extinção (Worthey, 1994), mostrando que variações em idades, metalicidades e extinção resultam em índices espectrais similares. Na prática as incertezas dominantes na determinação dos parâmetros derivados da síntese de populações estelares são basicamente provenientes das incertezas nos modelos de populações estelares. Apesar do considerável avanço nestes modelos, ainda existe uma série de pontos importantes ainda em discussão que podem ser resumidos em três: i) a IMF é uma função de entrada nestes modelos de população estelar e pode não ser universal (e.g., van Dokkum, 2008; Gunawardhana et al., 2011), ou ter uma dependência local (Saglia et al., 2002; La Barbera et al., 2013) e também pode apresentar uma dependência radial e com a massa estelar de galáxias *early-types* (Martín-Navarro et al., 2014). ii) Alguns pontos da evolução estelar ainda não são bem entendidos e consequentemente suas contribuições são incertas. A luminosidade no infravermelho próximo (NIR) com relação as estrelas *Thermal Pulsing Asymptotic Giant Branch* (TP-AGB) ainda é um ponto de discussão na comunidade (Maraston, 2005; Kriek et al., 2010). Assim como as *blue stragglers*, que se estendem além do ponto de *turn off* da sequência principal (Stryker, 1993; Xin et al., 2007). iii) Outras incertezas são provenientes da modelagem adequada da poeira no meio interestelar das galáxias, incluindo a geometria precisa da poeira com respeito as estrelas, resultando numa modelagem inadequada da extinção (Driver et al., 2007; Wijesinghe et al., 2011). Muitas destas incertezas e suas propagações através dos parâmetros de populações estelares são explorados e quantificados, principalmente para a massa estelar (Conroy et al., 2009, 2010). Diversas bibliotecas de populações estelares podem ser encontradas na literatura, cada uma contendo uma receita diferente

para reproduzir espectros de populações estelares numa grade de idades e metalicidades. Alguns exemplos destas bibliotecas são GALAXEV (Bruzual e Charlot, 2003), Maraston (Maraston et al., 2009), MILES (Sánchez-Blázquez et al., 2006), STARBURST99 (Leitherer et al., 1999), Pegase (Fioc e Rocca-Volmerange, 1999) e Coelho (Coelho et al., 2005).

2.2 Metodologia para ajuste espectral

O ajuste espectral ou *SED fitting* é feito através de uma soma linear de espectros de populações estelares com os apropriados pesos de modo a reproduzir adequadamente a história de formação estelar, além de um valor para a extinção representativo. Esta última hipótese tem como consequência que um sistema estelar possui todas as gerações de estrelas com a mesma atenuação devido a poeira, o que pode não ser verdade. Supomos que uma galáxia pode ser descrita com uma história de formação estelar ponderada por uma IMF e trajetórias evolutivas. A resolução deste problema para encontrar uma história de formação estelar de um sistema estelar equivale a minimizar as diferenças entre o espectro observado e a composição de SSPs, isto é, com a função de mérito χ^2 ,

$$\chi^2 = \sum_{i=0}^{N_\lambda} \left[\frac{F_\lambda - \sum_{j=1}^{N_{SSP}} x_j S_{j,\lambda}[t_j, Z_j, A_{\lambda,j}]}{\sigma_\lambda} \right]^2, \quad (2.1)$$

onde F_λ é o fluxo observado num certo comprimento de onda, σ_λ é o erro associado ao fluxo, $S_{j,\lambda}[t_j, Z_j, A_{\lambda,j}]$ é o fluxo da j -ésima SSP com idade t_j , metalicidade Z_j e atenuação devido a poeira $A_{\lambda,j}$, além do parâmetro de contribuição em luz da j -ésima SSP, sendo x_j . Vale a pena lembrar que os valores de x_j não são negativos pois não existe contribuição negativa da j -ésima SSP. Também o ajuste espectral é comumente feito considerando $A_{\lambda,j}$ sendo o mesmo para todas as SSPs, atribuindo assim a mesma extinção estelar para cada população estelar que compõe a galáxia. Utilizando os resultados do ajuste espectral, Cid Fernandes et al. (2005) definem idades e metalicidades médias ponderadas pela luz (sendo $\{x\}$ a contribuição em luz de cada SSP num certo intervalo de comprimento de onda) como,

$$\langle \log(t) \rangle_L = \sum_{i=1}^{N_*} x_i \log(t_i), \quad (2.2)$$

$$\langle Z \rangle_L = \sum_{i=1}^{N_*} x_i Z_i. \quad (2.3)$$

De modo similar podemos definir idades e metalicidades ponderadas pela massa utilizando o vetor de massa (sendo $\{\mu\}$ a contribuição em massa estelar de cada SSP).

Diversos códigos na literatura utilizam esta abordagem e apresentam resultados bem comparáveis: VESPA (Tojeiro et al., 2007), STECKMAP (Ocvirk et al., 2006), STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005) e ULySS (Koleva et al., 2009). É importante destacar que alguns códigos são capazes de obter também a dispersão de velocidades das populações estelares através de uma convolução do espectro com uma gaussiana com média em v_* e dispersão σ_* , como é o código STARLIGHT. A figura 2.1 mostra um exemplo de síntese espectral utilizando o código STARLIGHT para uma galáxia do SDSS. A parte inferior da figura mostra o resíduo do ajuste espectral e na direita da figura temos a contribuição em luz (x_j) e em massa (μ_j) de cada componente da base espectral para a reprodução do espectro observado. Na parte superior e a direita podemos notar os valores de extinção A_V , χ^2 , razão sinal-ruído e a dispersão de velocidades das populações estelares (σ_*) obtidos com a síntese espectral.

2.3 Técnica de Análise de Componentes Principais

Uma outra abordagem para o estudo das populações estelares em galáxias com espectros é a utilização da técnica de Análise de Componentes Principais (*Principal Component Analysis, PCA*). Esta técnica é um algoritmo usado para derivar um conjunto de componentes lineares otimizado, encontrando assim as direções das maiores variâncias no espaço de parâmetros. Esta representação dos dados (ou espectros) através de uma combinação linear de componentes independentes, ou autovetores, é uma alternativa para a utilização de SSPs na extração da informação. Este método se apresenta de modo eficaz pois é uma aplicação de álgebra linear e é capaz de extrair a informação de espectros (Sodré e Cuevas, 1997) ou bandas fotométricas (Chen et al., 2012). A principal dificuldade desta técnica é a interpretação das componentes calculadas em termos de propriedades físicas (Wild et al.,

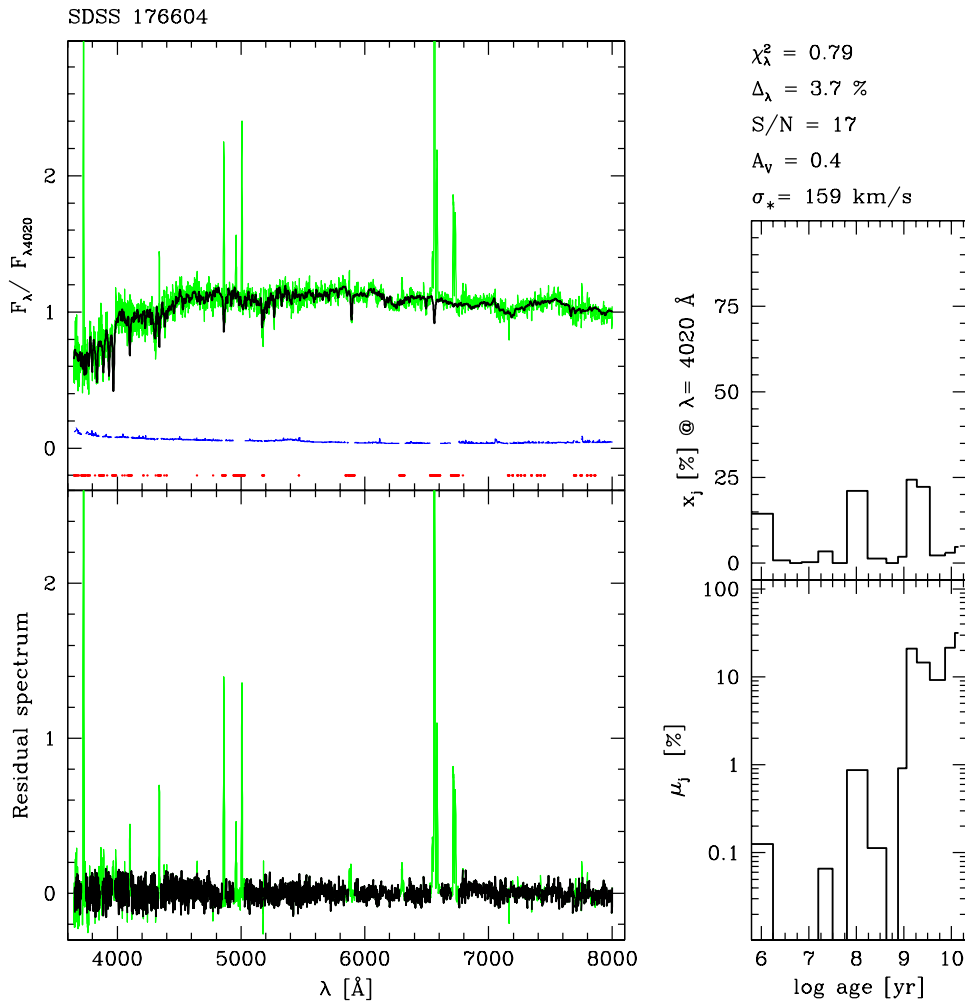


Figura 2.1: Ajuste espectral utilizando o código STARLIGHT para uma galáxia do SDSS, sendo o fluxo observado (verde), o ajuste (preto) e o erro de cada pixel (azul). Os pontos em vermelho representam os pixels que correspondem a linhas de emissão ou pixels ruins e conseqüentemente são desprezados no ajuste. Figura de Cid Fernandes et al. (2005).

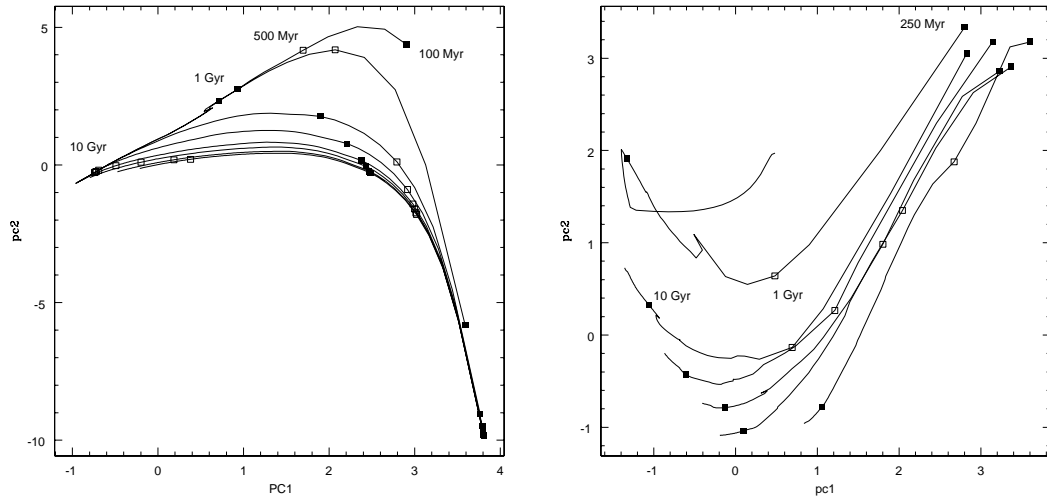


Figura 2.2: Projeção de uma amostra de espectros com diferentes SFHs e metalicidades utilizando a técnica de PCA. Direita: Espectros com uma SFH exponencial, apresentando $\tau_*=0.1, 0.5, 1, 2, 3, 5,$ e 7 Ganos em ordem decrescente. Os quadrados abertos e fechados indicam idades de $0.1, 0.5, 1$ e 10 Ganos, respectivamente. Esquerda: Projeção de espectros com metalicidades $Z=0.1, 0.05, 0.02, 0.008, 0.004$ e 0.0004 , ordem de cima para baixo. Os quadrados abertos e fechados indicam idades de $0.25, 1$ e 10 Ganos, respectivamente. Figuras de Ronen et al. (1999).

2007; Rogers et al., 2010), além do método ser particularmente sensível a valores discrepantes (*outliers*). Ronen et al. (1999) analisaram espectros de galáxias simuladas com diferentes idades, metalicidades e SFH e suas influências na projeção de PCA. Além disto os autores também exploraram como estimar os parâmetros de idades e metalicidades e a poeira nesta projeção. A figura 2.2 mostra a projeção de espectros sintéticos com diferentes SFHs (diferentes valores de τ_*) e o efeito da metalicidade nesta projeção, confirmando que espectros com diferentes características podem ser identificados e diferenciados nesta projeção utilizando a técnica PCA.

Base de Dados

Descrevemos a base de dados utilizada nesta tese, o *Sloan Digital Sky Survey* e as amostras de galáxias utilizadas nos capítulos seguintes, que foram extraídas desta base de dados. Além disto descrevemos como realizamos a síntese espectral destas amostras.

3.1 *Sloan Digital Sky Survey (SDSS)*

Atualmente o *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) consiste no maior levantamento óptico do céu em operação. Tendo a sua primeira luz em Maio de 1998, desde então este projeto disponibilizou fotometria e espectroscopia de milhões de objetos para a comunidade astronômica. O SDSS encontra-se atualmente na terceira edição, SDSS-III¹, e na décima liberação de dados (DR10, *Tenth Data Release*)², cobrindo 14,555 graus quadrados do céu e com espectroscopia de 1,880,584 de galáxias. O SDSS apresenta também diversos sub-projetos internos para fins específicos, como o BOSS (*Baryon Acoustic Oscillation Spectroscopic Survey*, Anderson et al., 2012) e o APOGEE (*APO Galactic Evolution Experiment*), atuando nas mais diferentes áreas da Astronomia moderna.

3.2 *Instrumentação e Imageamento do SDSS*

Este projeto utiliza um telescópio com um espelho primário de 2.5m e um espelho secundário com dois corretores de lentes, instalado no *Apache Point Observatory* (APO), Novo México, Estados Unidos. Este instrumento possui um campo no céu de 1.5 grau quadrado e é equipado com uma câmera mosaico de aproximadamente 120 megapixels para

¹ <http://www.sdss3.org/>

² <https://www.sdss3.org/dr10/>

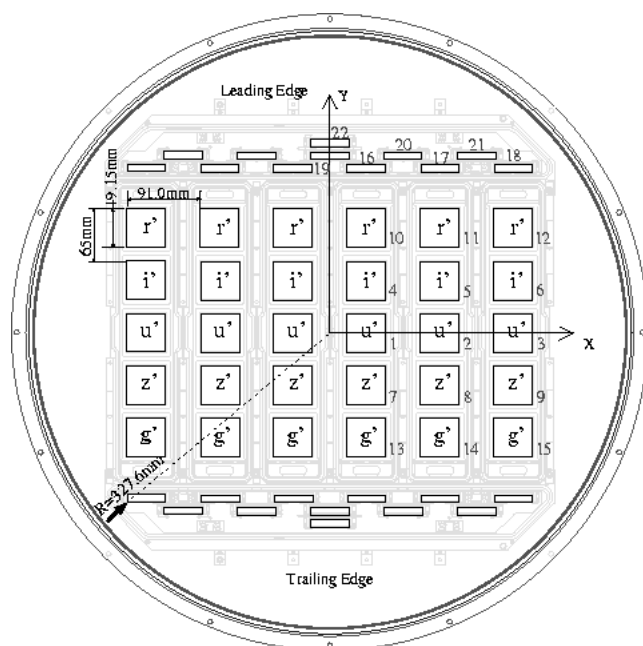


Figura 3.1: Mosaico dos 30 CCDs do telescópio de 2.5m do SDSS. Cada linha representa uma das bandas fotométricas (u' , g' , r' , i' , z'). Figura de Gunn et al. (1998).

fotometria e astrometria (Gunn et al., 1998). Esta câmera é composta por um mosaico de 30 CCDs de 2048×2048 pixels cada, formando um arranjo de seis colunas e cinco linhas. A figura 3.2 mostra o arranjo da câmera de mosaico, sendo cada linha de CCD um filtro fotométrico. Os pixels tem dimensão de $24\mu\text{m}$ e representam uma escala de placa no céu de $0''.396/\text{pixel}$. O imageamento do céu é feito no modo *drift-scan*, o qual consiste em fixar o telescópio numa posição do céu e com o movimento celeste a câmera mosaico varre e registra imagens em cada filtro. Os cinco filtros do SDSS (u, g, r, i, z) foram escolhidos de modo a cobrir toda a região óptica e a figura 3.2 mostra as transmissões dos respectivos filtros. Os filtros são capazes de, considerando um típico *seeing*, observar objetos com magnitudes até 22.0, 22.2, 22.2, 21.3, e 20.5, para as bandas u, g, r, i, z , respectivamente. Para a redução de ruído, nitrogênio líquido é utilizada para resfriar a câmera mosaico, mantendo o equipamento a uma temperatura de -80°C . O tempo total de observação para as colunas e filtros (linhas no mosaico) consiste em 5.7 minutos aproximadamente. Também um outro telescópio de 0.5m com uma câmera CCD é usado para a realizar a calibração fotométrica, além de um monitor de *seeing* que avalia as condições do céu.

O sistema de coordenadas adotado pelo SDSS utiliza duas coordenadas, η e λ , correspondendo a uma rotação das coordenadas equatoriais usuais. Este é apenas um outro sis-

tema de coordenadas esférico, simplesmente rotacionado do sistema equatorial celeste. Por exemplo as coordenadas $(\eta, \lambda) = (0^\circ, 90^\circ)$ correspondem a $(\alpha, \delta) = (275^\circ, 0^\circ)$ no sistema equatorial celeste. Os limites das coordenadas do levantamento consistem em $-90^\circ < \eta < +90^\circ$ e $-180^\circ < \lambda < +180^\circ$. Cada varredura contínua (valor constante de η) consiste em faixas (*strip*) de tipicamente $2.5^\circ \times 120^\circ$ no céu, pelo sistema *scan-drift*. Como existe um espaço entre os CCDs do mosaico é necessário fazer a varredura da região do céu duas vezes, cobrindo a região entre os espaços dos CCDs. Portanto duas *strips* são necessárias para cobrir uma região do céu, sendo uma *stripe* (faixa) formada por duas *strips*. São 45 faixas no hemisfério norte celeste e 3 no hemisfério sul, podendo haver superposição entre elas. Como cada faixa não pode ser imageada de uma única vez durante a noite, as faixas são compostas pelo menos por 2 turnos (*runs*), observados num período de até 8 horas. Cada coluna do mosaico de CCD é chamada de *camcol* (*camera column*) e são artificialmente divididas em campos (*fields*), as unidades mais simples do sistema de imageamento do SDSS. Os campos se sobrepõem ao longo da direção do *scan-drift* em 128 pixels. Cada campo pode ser identificado unicamente pelos números de turno, campo e *camcols*. Finalmente o parâmetro *rerun* não consiste numa nova observação da mesma faixa ou campo mas uma redução dos dados utilizando um novo pacote, geralmente com uma nova calibração e atualização/correção.

3.3 Fotometria do SDSS/DR7

A calibração fotométrica do SDSS é baseada no sistema AB de magnitudes (Oke, 1974). São utilizadas 158 estrelas padrão do hemisfério Norte celeste, selecionadas a partir de suas ascensões retas, massas de ar e cor para realizar a calibração fotométrica. As bandas fotométricas *g*, *r*, *i* podem ser bem aproximadas pelo sistema AB, enquanto que as bandas *u* e *z* são bandas mais instáveis com relação as suas calibrações, logo as correções para estas bandas apresentam offsets de -0.04 e +0.02, respectivamente. Diversas definições de magnitudes são calculadas no levantamento do SDSS, cada uma com um propósito específico no estudo de diferentes objetos. Algumas definições de magnitudes mais úteis para extragaláctica são descritas a seguir mas é importante lembrar que existem outras definições ³.

³ <http://www.sdss.org/dr7/algorithms/photometry.html>

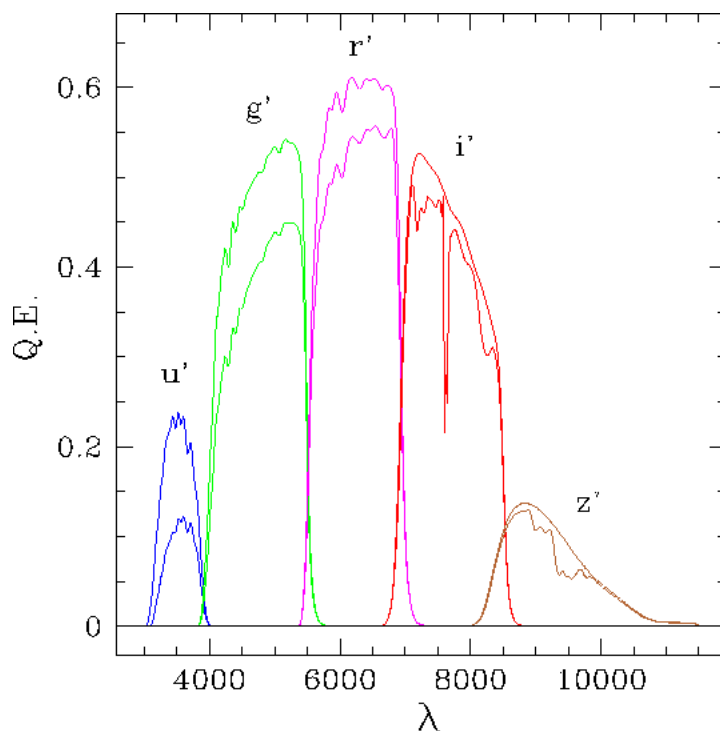


Figura 3.2: Resposta das bandas fotométricas (u, g, r, i, z) do SDSS. As curvas com valores mais baixas representam as curvas de resposta considerando uma massa de ar de 1.2. Figura de Gunn et al. (1998).

A magnitude petrosiana é definida principalmente para o estudo galáctico. Na maioria das vezes, as galáxias não apresentam um perfil radial de brilho único e nem limites bem definidos, logo o fluxo das galáxias é medido a partir de uma fração constante da luz total, independente da distância ou posição do objeto. Este raio de Petrosian é suficientemente grande para conter quase toda a luz da galáxia e ao mesmo tempo evita a contaminação do céu e outros objetos que podem estar na fronteira da galáxia. A magnitude petrosiana é medida dentro de um raio definido pela forma do perfil de luz azimutal da galáxia, uma versão modificada da magnitude de Petrosian (1976).

A magnitude de fibra (*fiber*) é obtida do fluxo medido das fibras dos espectrógrafos, com um raio constante no céu de 3 segundos de arco e processado pelos *pipelines* de cada banda fotométrica.

Já a magnitude chamada de modelo (*model*) é definida a partir do fluxo calculado a partir do melhor ajuste entre dois modelos. Os perfis de de Vaucouleurs e exponencial são ajustados na banda r e o melhor ajustado é utilizado nas outras bandas.

Para o estudo de galáxias no Universo local, geralmente com espectroscopia e alta razão sinal-ruído, é recomendado utilizar as magnitudes petrosiana ou *model*. As propriedades

do ruído da magnitude petrosiana permanecem constantes até $r=20$. Já a magnitude do tipo *model* é recomendada para se medir cores de galáxias.

3.4 Espectroscopia do SDSS/DR7

Os objetos identificados pelo imageamento do SDSS/DR7 são selecionados para a espectroscopia através de critérios fotométricos e formam a *Main Galaxy Sample* (MGS, Strauss et al., 2002). São selecionados objetos com magnitudes petrosianas na banda r menor que 17.77 e um brilho superficial calculado num raio que contém 50% da luz (μ_{50}) menor que $24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$, depois de corrigidas pela extinção Galáctica utilizando mapas de poeira de Schlegel et al. (1998).

A espectroscopia do SDSS/DR7 consiste em dois espectrógrafos multi-fibras, cada um com 320 fibras, podendo obter juntos espectros de até 640 objetos ao mesmo tempo. As fibras ópticas são posicionadas no plano focal com o uso de placas de alumínio com furos correspondentes às coordenadas dos objetos no céu, previamente confeccionadas. Cada um dos espectrógrafos é sensível a regiões espectrais diferentes, cobrindo as regiões de 3800Å-6100Å (parte azul) e 5900Å-9200Å (parte vermelha). Os espectros possuem uma resolução espectral ($R=\lambda/\Delta\lambda$) de aproximadamente 1800-2200, com uma acurácia de 30km/s em velocidade radial, para galáxias da MGS.

3.5 Base de dados

O imageamento do SDSS/DR7 cobre 11,663 graus quadrados do céu e apresenta fotometria de 357 milhões de objetos. Já a espectroscopia cobre 9,380 graus quadrados do céu e 1,630,960 objetos, dentre estes 928,567 são classificados como galáxias da MGS. Esta grande base de dados está disponível para a comunidade através do site do SDSS/DR7 *Catalog Archive Server* (CAS)⁴, possibilitando obter além da fotometria e espectroscopia, diversos outros parâmetros das galáxias, além de identificação de objetos em outros levantamentos. Já a base de dados chamada *Data Archive Server* (DAS)⁵ possibilita realizar o download dos espectros e imagens de todos os objetos observados até hoje pelo SDSS.

⁴ <http://casjobs.sdss.org/>

⁵ <http://das.sdss.org/>

O acesso a esta base de dados possibilitou o grupo *SeaGal/STARLIGHT* realizar a síntese espectral de quase um milhão de galáxias, disponibilizando os resultados no website do projeto ⁶.

3.6 Amostras de galáxias

Para o estudo apresentado no capítulo 4 extraímos uma amostra de galáxias limitada em volume da base de dados do SDSS/DR7 (Abazajian et al., 2009), considerando objetos mais luminosos que $M_r < -21 + 5 \log h$ no intervalo de redshift $0.04 < z < 0.155$ da pegada principal do SDSS (stripes 10 à 37), totalizando 120,026 galáxias. A magnitude adotada para este estudo foi a petrosiana. Todas as luminosidades e magnitudes absolutas calculadas neste trabalho foram corrigidas pela extinção e pela correção-k utilizando o código KCORRECTv4.0 (Blanton e Roweis, 2007). Consideramos uma Cosmologia Λ CDM, com $\Omega_\Lambda=0.7$, $\Omega_M=0.3$, $\Omega_k=0.0$ e o parâmetro de Hubble $H_0 = 100 h^{-1} \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Para obtermos as propriedades destas galáxias, realizamos a síntese espectral destes objetos. Os espectros foram extraídos e corrigidos pela extinção Galáctica, utilizando o mapa de poeira de Schlegel et al. (1998) e a lei de extinção de Cardelli et al. (1989), além de correções do vácuo para o ar (Morton, 1991) e colocados no referencial de repouso da galáxia: $\lambda_0 \rightarrow \lambda/(1+z)$ e $F_{\lambda,0} \rightarrow F_\lambda(1+z)^3$. Para realizar a síntese espectral empregamos o código STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005) utilizando uma base de 150 populações estelares simples (SSPs) de Bruzual e Charlot (2003), com uma função de massa inicial de Chabrier (2003) e trajetórias evolutivas de Padova 1994 (Alongi et al., 1993; Girardi et al., 1996). Esta base espectral contém 25 idades entre $10^6 \leq t \leq 18 \times 10^9$ anos e 6 metalicidades no intervalo de $0.0001 \leq Z \leq 0.05$ (Base.BC03.S). Para o ajuste da extinção da própria galáxia utilizamos a lei de extinção de Cardelli et al. (1989). A síntese espectral foi realizada no intervalo de comprimento de onda de 3800Å à 8900Å, utilizando uma máscara com 39 regiões de linhas de emissão.

No capítulo 5 extraímos uma amostra de galáxias abrangente do SDSS/DR7, cobrindo intervalos de redshift e massa estelar suficientemente grandes para observar uma evolução significativa. Neste trabalho extraímos uma amostra espectroscópica limitada em magnitude da *Main Galaxy Sample* (Strauss et al., 2002) com análise do STARLIGHT. As

⁶ <http://astro.ufsc.br/starlight/>

galáxias da *Main Galaxy Sample* são selecionadas utilizando o limite espectroscópico na banda r petrosiana ($r < 17.77$) e brilho superficial calculado dentro de um raio contendo metade da luz, isto é, $\mu_{50} \leq 24.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Como descrito em Vale Asari et al. (2009), outras restrições são igualmente necessárias de modo a evitar objetos intragalácticos ($z < 0.002$) e evitando também efeitos de abertura (fator de cobertura maior que 20%). Ao total selecionamos 574,473 objetos. Utilizamos a base de dados do STARLIGHT⁷ para obtermos as propriedades das galáxias da amostra, dentre elas a massa estelar, fluxos e larguras equivalentes de linhas de emissão. Estas propriedades foram obtidas utilizando a síntese espectral empírica pelo grupo *Seagal/STARLIGHT*. O procedimento adotado pelo grupo consiste na extração dos espectros corrigindo pela extinção Galáctica usando os mapas de poeira de Schlegel et al. (1998) e a lei de extinção de Cardelli et al. (1989) com $R_V=3.1$. Os espectros foram corrigidos pela cosmologia e convertendo os comprimentos de onda do vácuo para o ar (Morton, 1991). Foi utilizada a mesma base espectral utilizada no capítulo 4 para realizar a síntese espectral desta amostra (Base.BC03.S). As massas estelares obtidas pelo STARLIGHT são corrigidas pelo efeito de abertura, já que a fibra espectroscópica do SDSS não necessariamente cobre toda a galáxia (Mateus et al., 2006). Os fluxos e larguras equivalentes (EW) das linhas de emissão de [O II] $\lambda 3727$, $H\beta$, [O III] $\lambda 5007$, $H\alpha$, [N II] $\lambda 6584$ foram calculados subtraindo o contínuo espectral modelado do observado (mais detalhes em Mateus et al., 2006; Stasińska et al., 2006), que também se encontram na base de dados do STARLIGHT. A massa estelar se apresenta como uma propriedade robusta com a síntese espectral, com um erro de 0.1 dex para espectros com uma razão sinal-ruído igual a 5 na janela próxima de 4000Å (Cid Fernandes et al., 2005). Objetos com menor razão sinal-ruído representam apenas 0.15% dos objetos da nossa amostra. É importante mencionar que não fizemos qualquer restrição com relação a razão sinal-ruído dos espectros.

⁷ <http://casjobs.starlight.ufsc.br/casjobs/>

Síntese Espectral de galáxias em Superaglomerados

Este capítulo apresenta um estudo das propriedades globais de superaglomerados de galáxias, como riqueza, luminosidade total e morfologia e as populações estelares das galáxias que os constituem. Utilizamos a técnica de síntese espectral empírica para obter as propriedades das populações estelares das galáxias. Descrevemos como as populações estelares das galáxias se relacionam com as propriedades globais destas estruturas. Finalmente avaliamos a influência ambiental em galáxias através de aglomerados pertencentes a superaglomerados com diferentes morfologias. Este capítulo é uma revisão do artigo de síntese espectral de superaglomerados (Costa-Duarte et al., 2013).

4.1 Identificação de Superaglomerados e suas propriedades

Num trabalho anterior (mestrado, Costa-Duarte et al., 2011) identificamos as propriedades dos superaglomerados, derivando características como riqueza, luminosidade total e morfologia destas estruturas. Mostramos aqui uma breve descrição da técnica utilizada na identificação e propriedades destas estruturas (Costa-Duarte et al., 2011; Costa-Duarte et al., 2013). Utilizamos um amostra limitada em volume de 120,026, entre $0.04 < z < 0.155$, como descrita em mais detalhes na seção 3.6. A figura 4.1 mostra a área do céu da qual a amostra de galáxias foi extraída.

4.2 Campo de densidades

Superaglomerados podem ser definidos como regiões extensas de sobredensidade, apresentando escalas de dezenas de megaparsecs. Utilizamos o método de campo de densidades

para identificar tais estruturas. Primeiramente obtivemos as coordenadas cartesianas das galáxias da amostra a partir das coordenadas de ascensão reta (α), declinação (δ) e o redshift, via distância comóvel d_c^1 ,

$$x = d_c \cos(\delta) \cos(\alpha), \quad (4.1)$$

$$y = d_c \cos(\delta) \sin(\alpha), \quad (4.2)$$

$$z = d_c \sin(\delta). \quad (4.3)$$

Definimos então a densidade de luminosidade na posição \mathbf{r} como,

$$D(\mathbf{r}) = \sum_i K(|\mathbf{r} - \mathbf{r}_i|, \sigma) L_i W_i(\mathbf{r}_i), \quad (4.4)$$

onde L_i é a luminosidade da i -ésima galáxia na banda r e W_i é o peso estatístico levando em consideração efeitos de seleção, como incompleta espectral devido a colisão de fibras (Strauss et al., 2002) e $K(r, \sigma)$ é o kernel de Epanechnikov, definido por

$$K(r, \sigma) = \begin{cases} \frac{3}{4}(1 - (r/\sigma)^2) & r \leq \sigma \\ 0 & r > \sigma \end{cases} \quad (4.5)$$

No cálculo da densidade de luminosidade de galáxias consideramos somente galáxias dentro do raio de suavização ($|\mathbf{r} - \mathbf{r}_i| \leq \sigma$). A grade do campo de densidades apresenta células com tamanho de $l_{cel}=4 h^{-1}\text{Mpc}$ e um parâmetro de suavização de $\sigma=8 h^{-1}\text{Mpc}$.

4.2.1 Função de seleção

Como a amostra é limitada em volume, os efeitos de seleção consistem basicamente na colisão de fibra. Sendo assim, o peso estatístico (W) é empiricamente modelado de modo a levar em conta estes efeitos no cálculo do campo de densidades, supondo que possa ser escrito como função separável da magnitude aparente na banda r ($S_1(r)$) e so redshift ($S_2(z)$). Sendo assim definimos este peso estatístico como $W=(S_1 S_2)^{-1}$.

Utilizando a base de dados do SDSS/DR7, extraímos uma amostra de objetos classificados como galáxias da mesma região do céu (*stripes* 10 à 37), totalizando aproximadamente

¹ Distância comóvel calculada como descrito em Hogg (1999), isto é, $d_c = D_H \int_0^z \frac{dz'}{E(z')}$.

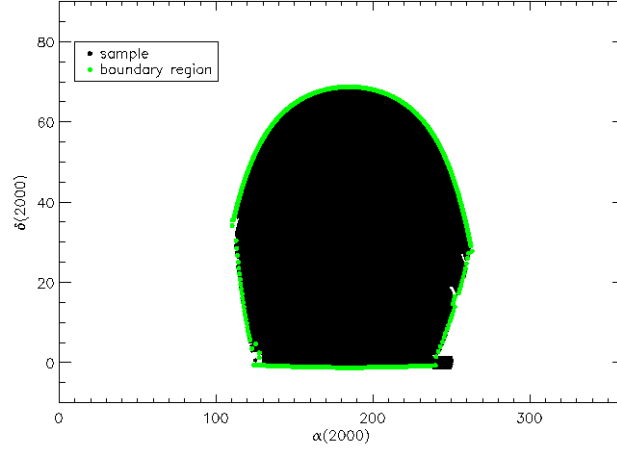


Figura 4.1: Área do céu da amostra de galáxias (em preto) usada para a identificação de superaglomerados. Os pontos em verde representam os limites utilizados para excluir estruturas pelo efeito de borda.

795 mil objetos. Calculamos assim a fração de galáxias com e sem espectros para cada bin de magnitude aparente, no intervalo $13 < r < 17.77$. A figura 4.2 mostra a fração de galáxias com espectro e sem espectro para cada bin de magnitude aparente. Com isto, ajustamos um polinômio de segunda ordem e definimos assim a correção do efeito de seleção devido a magnitude aparente. O ajuste deste polinômio resulta numa correção como,

$$S_1(r) = N_{spec}(r)/N_{tot}(r) = -3.87522 + 0.407789r - 0.00805539r^2. \quad (4.6)$$

Esta completeza tem como objetivo levar em conta as galáxias que não possuem espectro mas possuem fotometria. A completeza definida aqui é diferente da apresentada em Strauss et al. (2002), pois estes autores definem incompleteza espectroscópica como a razão entre o número de galáxias com espectros pelo número de galáxias que foram selecionadas para espectroscopia mas não foram observadas. A completeza apresentada nesta tese tem uma definição mais abrangente e é adequada para a correção do efeito de seleção no cálculo do campo de densidades. Se aplicarmos apenas a correção S_1 , notamos que a densidade média decresce com o redshift (figura 4.2). Isto na verdade, reflete o fato de que o efeito de seleção afeta a distribuição de galáxias em redshift, já que, exceto pela variância cósmica, espera-se que a distribuição com o redshift (ou distância comóvel) seja uniforme. Assim a segunda parte da correção (S_2) é representada como uma componente dependente da distância comóvel (em Mpc) e definida como,

$$S_2(d_c) = 1.75340 - 0.00414159d_c + 5.43244 \times 10^{-6}d_c^2. \quad (4.7)$$

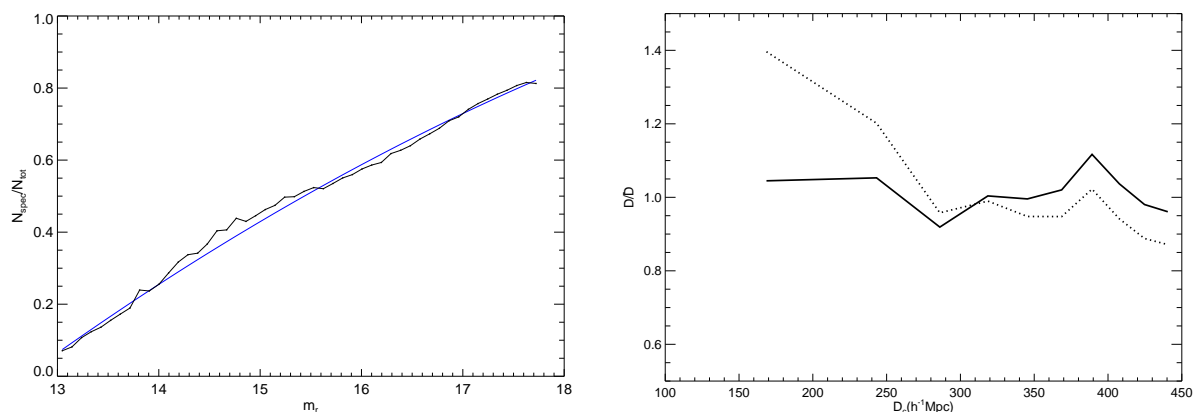


Figura 4.2: Direita: Polinômio de segunda ordem ajustado a razão N_{spec}/N_{tot} para a correção dos efeitos de seleção com relação a magnitude aparente. Esquerda: Valores médios do campo de densidade (em bins de mesma população) em função da distância comóvel (d_c) antes da correção usando o fator W (linha tracejada) e depois da correção (linha contínua).

e que objetiva remover a dependência da densidade média com o redshift. A figura 4.2 mostra o campo de densidades considerando somente a correção S_1 e considerando as duas componentes S_1 e S_2 .

4.2.2 Identificação de Superaglomerados

Superaglomerados são caracterizados por regiões de sobredensidades neste campo, portanto é necessário definir cortes de densidade para definir estas estruturas. Para avaliar a influência deste corte de densidade (“segmentação”) na identificação de superaglomerados utilizamos dois valores $D_1 = 3.0 \times D_0$ e $D_2 = 6.0 \times D_0$, onde D_0 é a densidade de luminosidade média do campo. O primeiro valor maximiza o número de estruturas e o segundo é baseado no critério de Einasto et al. (2007a), que assume o maior superaglomerado com dimensão de $\sim 120h^{-1}$ Mpc. Excluimos superaglomerados que possuem galáxias que contribuem para algum de seus pontos do campo de densidades num distância menor que $8 h^{-1}$ Mpc de algum dos pontos que definem a borda na mesma distância comóvel, como mostrado na figura 4.1. Não sabemos se estas estruturas se estendem para além do volume definido, logo estas estruturas foram excluídas do catálogo. O mesmo foi feito para superaglomerados que possuem galáxias numa distância menor que $8 h^{-1}$ Mpc do limite inferior ou superior em redshift. Superaglomerados da região $240^\circ < \alpha < 253^\circ$ e $-2^\circ < \delta < +2^\circ$ foram também excluídos pelo efeito de borda.

Tabela 4.1 - Amostras de superaglomerados. Para cada corte de densidade temos o número de filamentos (N_f), número de panquecas (N_p), número de aglomerados em filamentos (N_{cf}), número de aglomerados em panquecas (N_{cp}), e o número de galáxias (N_g).

Corte de densidade	N_f	N_p	N_{cf}	N_{cp}	N_g
D ₁	426	437	171	128	40912
D ₂	238	236	153	140	25151

Os superaglomerados foram classificados morfologicamente utilizando os Funcionais de Minkowski. Um elipsóide é ajustado aos superaglomerados e características como volume (V), superfície (S), curvatura média integrada (C) e curvatura gaussiana integrada são calculadas (G) (mais detalhes em Sahni et al., 1998). A partir destas características podemos definir dois parâmetros morfológicos das estruturas, planaridade (K_1) e filamentaridade (K_2). Deste modo, seguindo o formalismo de Sahni et al. (1998), classificamos as estruturas como filamentos ($K_1/K_2 \leq 1.0$) ou panquecas ($K_1/K_2 > 1.0$). A razão K_1/K_2 cresce monotonicamente de filamentos para panquecas. A tabela 4.1 apresenta as propriedades morfológicas dos superaglomerados identificados em cada corte de densidade adotado.

A riqueza (R) e a luminosidade total (L_{tot}) dos superaglomerados foram calculadas levando em consideração o efeito de seleção da amostra, e são definidas como

$$R = \sum_i^{N_{gal}} W_i \quad L_{tot} = \sum_i^{N_{gal}} L_i W_i. \quad (4.8)$$

Para cada superaglomerado temos propriedades calculadas como riqueza R , luminosidade total L_{tot} e o parâmetro morfológico K_1/K_2 . Além destas características, o contraste de densidade ou sobredensidade ($< D/D_0 >$) dos superaglomerados foi calculado para cada superaglomerado e definido como o valor mediano das densidades locais de cada galáxia dos superaglomerados, calculado de acordo com a equação 4.4. Verificamos que os resultados não são afetados pela escolha do corte de densidade, logo daqui em diante apresentaremos os resultados somente para o corte de densidade D₁. A figura 4.3 mostra a distribuição dos pontos do campo de densidades, mostrando também os cortes do campo de densidade (ver tabela 4.1 também). Notamos também uma pequena tendência de superaglomerados classificados como filamentos serem mais ricos e conseqüentemente luminosos, como

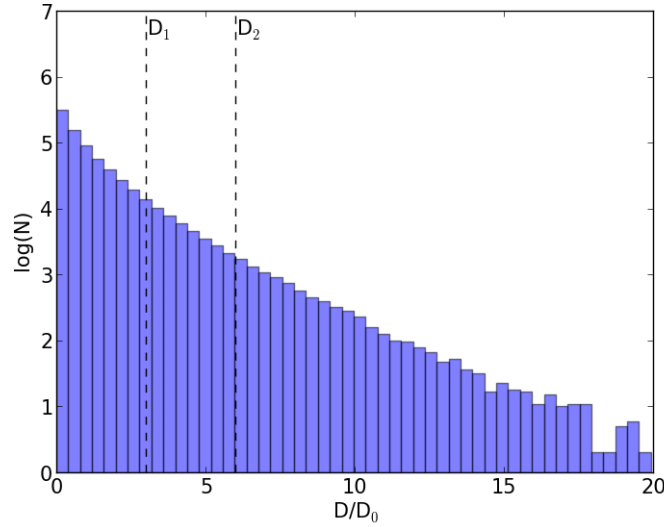


Figura 4.3: Distribuição dos pontos do campo de densidades calculada para a identificação dos superaglomerados. As linhas tracejadas verticais representam os dois cortes de densidade utilizados para a identificação destes objetos, $D_1=3.0D_0$ e $D_2=6.0D_0$ (ver texto).

mostra a figura 4.4. Este resultado é confirmado por outros autores (Einasto et al., 2011; Luparello et al., 2011).

4.3 Síntese Espectral

Através da síntese espectral, pode-se determinar características globais da população estelar presente nas galáxias, como idades e metalicidades médias (ver capítulo 2). O modo como a síntese espectral destas galáxias foi feita está descrito na seção 3.6.

Objetos classificados como AGNs podem não apresentar um contínuo espectral predominantemente de origem estelar, impossibilitando a síntese espectral. Usando a classificação espectral do SDSS/DR7, identificamos 394 objetos classificados como QSOs na amostra. Através de uma inspeção visual dos espectros, notamos que 330 não apresentaram um ajuste espectral satisfatório e estas galáxias foram excluídas da amostra com resultados da síntese. Foi necessária uma inspeção visual para classificar os espectros como Seyfert I ou II. Em alguns casos os espectros de galáxias Seyfert II apresentaram um contínuo estelar dominante e o ajuste espectral pode ser feito.

Para cada superaglomerado da nossa amostra, os valores medianos das idades e metalicidades das galáxias foram calculados. Estes valores medianos representam assim as

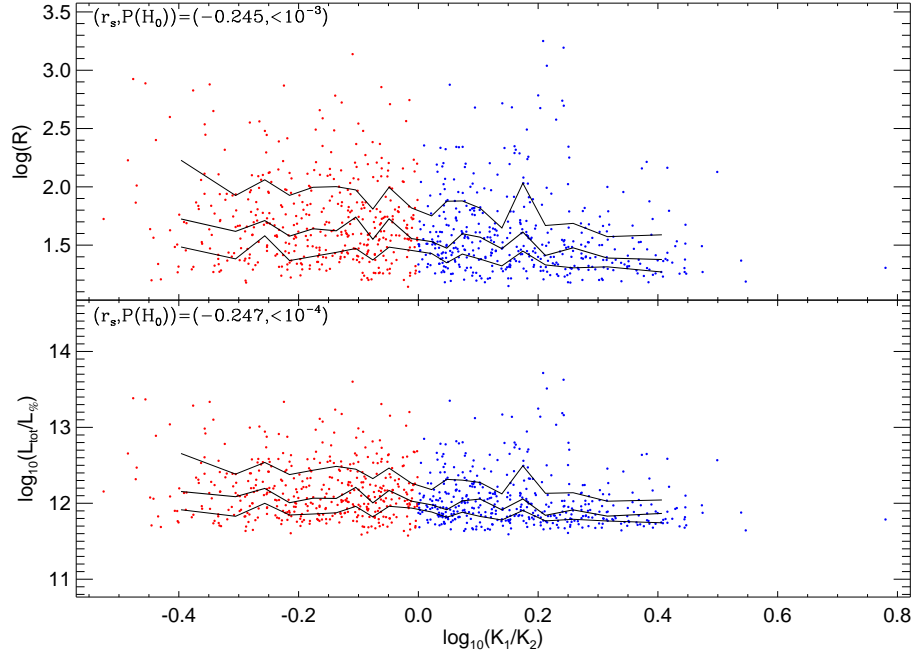


Figura 4.4: Acima: Riqueza e o parâmetro morfológico K_1/K_2 . Abaixo: Luminosidade total e o parâmetro morfológico K_1/K_2 . O índice de correlação de Spearman foi calculado para ambos parâmetros. Os superaglomerados classificados como filamentos e panquecas são representados em vermelho e azul, respectivamente. Os quartiles foram calculados para bins de K_1/K_2 .

características globais das populações estelares das galáxias de cada superaglomerado.

4.4 Propriedades dos Superaglomerados

4.4.1 Populações Estelares

Para avaliar a influência das propriedades dos superaglomerados nas populações estelares das galáxias, investigamos as correlações entre os parâmetros de riqueza (R), luminosidade total (L_{tot}), sobredensidade ($< D/D_0 >$) e morfologia (K_1/K_2) com os valores representativos de idades e metalicidades. A correlação entre os parâmetros foi avaliada com o coeficiente de correlação de Spearman, entre -1 (anti-correlação) e +1 (correlação), e $P(H_0)$, a probabilidade de hipótese nula. A tabela 4.2 mostra os resultados desta análise.

Pode-se verificar que a morfologia (K_1/K_2) não tem uma correlação significativa com as populações estelares. Correlações significativas (valores de $P(H_0)$ menores que 0.0027) entre riqueza, luminosidade total e densidade média e as idades das populações estelares foram encontradas. Entretanto estas correlações são fracas, como mostradas pelos valores

Tabela 4.2 - Coeficiente de correlação de Spearman (r_s) e a probabilidade de hipótese nula ($P(H_0)$) para as relações entre os parâmetros dos superaglomerados e a propriedades de suas populações estelares. Valores de probabilidade de hipótese nula menores que 0.0027 são indicados como $< 3\sigma$.

Variáveis	$(r_s, P(H_0))$
$R_{sc} - \langle \log(t) \rangle_M$	(0.100, 0.003)
$R_{sc} - \langle \log(t) \rangle_L$	(0.141, $< 3\sigma$)
$R_{sc} - \langle Z \rangle_M$	(-0.000, 0.994)
$R_{sc} - \langle Z \rangle_L$	(-0.007, 0.830)
$L_{tot} - \langle \log(t) \rangle_M$	(0.097, 0.005)
$L_{tot} - \langle \log(t) \rangle_L$	(0.133, $< 3\sigma$)
$L_{tot} - \langle Z \rangle_M$	(0.025, 0.468)
$L_{tot} - \langle Z \rangle_L$	(0.024, 0.477)
$\langle D/D_0 \rangle - \langle \log(t) \rangle_M$	(0.091, 0.007)
$\langle D/D_0 \rangle - \langle \log(t) \rangle_L$	(0.116, $< 3\sigma$)
$\langle D/D_0 \rangle - \langle Z \rangle_M$	(0.041, 0.232)
$\langle D/D_0 \rangle - \langle Z \rangle_L$	(0.068, 0.046)
$K_1/K_2 - \langle \log(t) \rangle_M$	(-0.022, 0.528)
$K_1/K_2 - \langle \log(t) \rangle_L$	(-0.063, 0.064)
$K_1/K_2 - \langle Z \rangle_M$	(0.013, 0.702)
$K_1/K_2 - \langle Z \rangle_L$	(0.041, 0.230)

absolutos de r_s . A figura 4.5 mostra os valores medianos das idades ponderadas pela massa ($\langle \log(t) \rangle_M$) e a riqueza dos superaglomerados. Figuras similares foram obtidas com luminosidades e sobredensidades. Não foi notada qualquer relação entre as propriedades dos superaglomerados e a metalicidade das galáxias.

A figura 4.5 mostra uma ausência de superaglomerados ricos, luminosos, com alta densidade e com idades medianas jovens. Dividimos a distribuição de riqueza em quartis (R_1, R_2, R_3 e R_4) e aplicamos o teste de Kolmogorov-Smirnov para comparar as diferentes distribuições de idades nestas subamostras. Os resultados mostraram que as subamostras de superaglomerados são estatisticamente distintas. Assim concluimos que a ausência de superaglomerados ricos, luminosos e mais densos com populações estelares jovens consiste num efeito puramente ambiental.

Superaglomerados mais ricos apresentam regiões com maior densidade quando comparados aos superaglomerados mais pobres. A relação morfologia-densidade (Dressler, 1980) mostra que galáxias em ambientes mais densos são elípticas e lenticulares que apresentam, em média, populações estelares mais velhas (ver também Mateus et al., 2006). Estes ambientes afetam a formação de estrelas nestas galáxias através de diversos mecanismos, como *starvation*, *ram pressure*, etc. Deste modo, como regiões mais densas se encontram em superaglomerados mais ricos, é razoável concluir que estruturas mais ricas (e consequentemente com ambientes mais densos) apresentem em média uma população estelar mais velha.

4.4.2 Aglomerados em Superaglomerados

Na verdade superaglomerados são formados por estruturas de menor escala, portanto é importante verificar se as propriedades dos superaglomerados apresentam uma correlação com as propriedades destas estruturas em menor escala, neste caso, aglomerados de galáxias.

Para isto utilizamos o catálogo de aglomerados de galáxias de Wen et al. (2009), que contém 396,668 objetos identificados do SDSS/DR6 (Adelman-McCarthy et al., 2008) entre $0.05 < z < 0.6$. Identificamos aglomerados em superaglomerados se os mesmos estão dentro do raio de suavização de algum ponto do campo de densidades ($\sigma = 8h^{-1}\text{Mpc}$), dentro de um superaglomerado. O catálogo de aglomerados apresenta diversas características, como

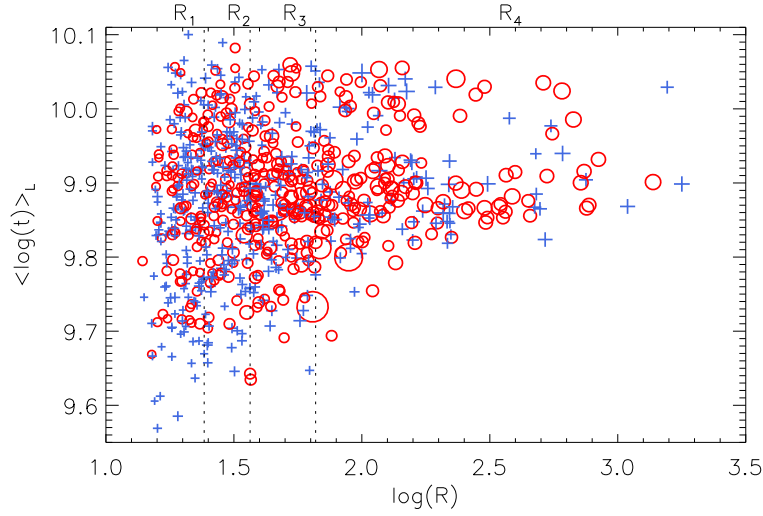


Figura 4.5: Valores medianos da idade ponderada pela massa ($\langle \log(t) \rangle_M$) em função da riqueza dos superaglomerados ($\log(R)$). O tamanho dos símbolos são proporcionais ao contraste de densidade dos superaglomerados. Superaglomerados classificados como filamentos e panquecas são mostrados em vermelho (\circ) e azul ($+$), respectivamente. As linhas verticais tracejadas representam os valores medianos e quartiles da amostra com relação a riqueza, definindo as subamostras R_1 , R_2 , R_3 e R_4 (veja texto).

riqueza (R_{clus}) e luminosidade na banda r (L_{clus}), que representam indicadores de massa (e.g. Wen et al., 2010). Um aglomerado de galáxias é definido no trabalho de Wen et al. (2009) como uma sobredensidade num intervalo de $z \pm 0.04(1+z)$, contendo mais de 8 membros com $M_r < -21$ num raio de 0.5 Mpc. A riqueza do aglomerado, R_{clus} , é definida pelo número de membros de galáxias neste intervalo de redshift $z \pm 0.04(1+z)$.

Os resultados mostram que as propriedades dos aglomerados de galáxias não estão relacionadas com a morfologia dos superaglomerados. As distribuições de riqueza e luminosidade dos aglomerados em superaglomerados classificados como filamentos e panquecas são estatisticamente iguais. Verificamos também que aglomerados mais ricos e mais densos estão localizados preferencialmente em superaglomerados mais ricos confirmando os resultados de Einasto et al. (2012), como mostrado na figura 4.6.

Podemos também avaliar o efeito do ambiente de aglomerados de galáxias e suas vizinhanças. Assim calculamos, para cada aglomerado, perfis de idades e metalicidades baseados em valores médios de idades e metalicidades de galáxias dentro de cascas esféricas com raios variando de $0.1h^{-1}\text{Mpc}$ à $10h^{-1}\text{Mpc}$. Com raios pequenos, somente as galáxias pertencentes ao aglomerado vão contribuir para os valores médios. À medida que o raio

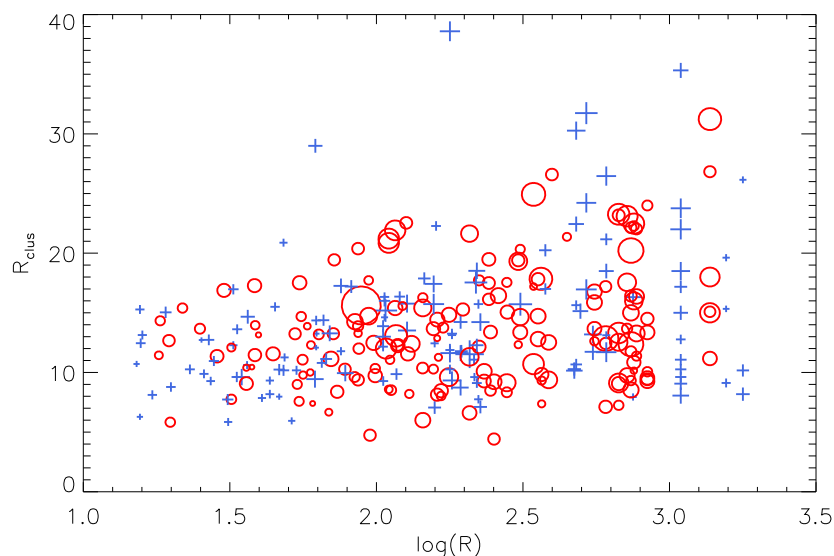


Figura 4.6: Riqueza de aglomerados (R_{clus}) e riqueza do superaglomerado (R). O tamanho e forma dos símbolos são proporcionais ao contraste de densidade. Aglomerados em superaglomerados classificados como filamentos (\circ) e panquecas ($+$) são representados em vermelho e azul, respectivamente.

aumenta, galáxias na vizinhança (com populações estelares mais jovens e de menor metalicidade) começam a contribuir para os valores medianos de idades e metalicidades. Este perfil pode ser usado como um indicador de influência do ambiente em aglomerados e suas vizinhanças. A figura 4.7 mostra os perfis de idades e metalicidades para aglomerados pertencentes a superaglomerados classificados como filamentos e panquecas. Analisando os perfis de idades e metalicidades dos aglomerados, podemos notar que os efeitos dos aglomerados ocorrem até $\sim 8h^{-1}\text{Mpc}$ (ver também Mateus e Sodré, 2004). Para distâncias maiores, o perfil apresenta um comportamento assintótico, indicando que o aglomerado não tem mais influência nesta escala de distância e que as galáxias de campo dominam o perfil. Estes perfis de idades e metalicidades são estatisticamente iguais para aglomerados em filamentos e panquecas, sugerindo que efeitos ambientais em galáxias são basicamente devido aos aglomerados, num raio de ação de até $\sim 8h^{-1}\text{Mpc}$.

4.5 Discussão

É bem conhecido que o ambiente possui um papel fundamental sobre a evolução de galáxias e é observado que galáxias do tipo *early-type* (mais luminosas e com população

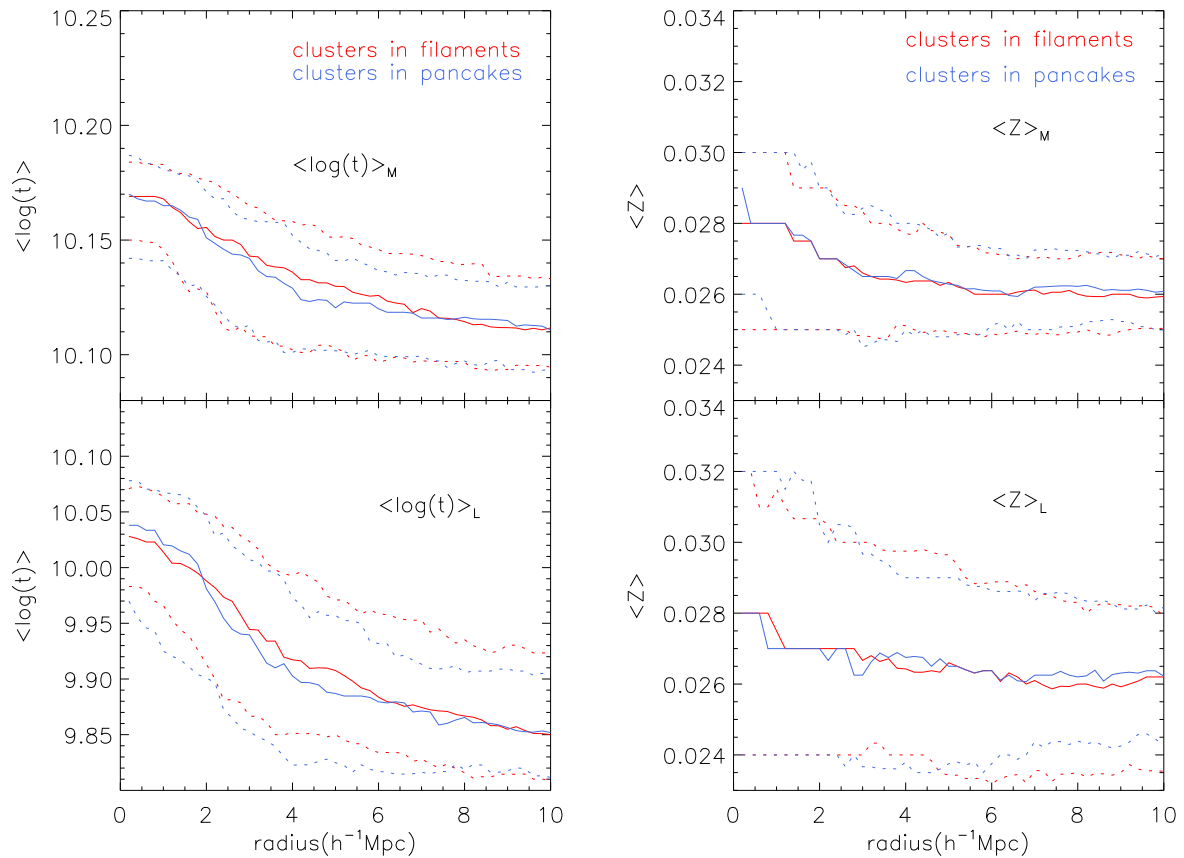


Figura 4.7: Esquerda: Perfis medianos de idades ponderadas pela massa e pela luz de aglomerados em filamentos (vermelho) e panquecas (azul). Direita: Perfis medianos de metalicidades ponderadas pela massa e pela luz. Linhas cheias representam o valor mediano em cada bin de distância e as linhas tracejadas representam os quartis para cada distância dos centros dos aglomerados.

estelar predominantemente velha) se encontram em ambientes mais densos (aglomerados e grupos) enquanto galáxias *late-type* (menos luminosas e com população estelar predominantemente jovem) são encontradas, na sua maioria, em ambientes menos densos (campo) (Dressler, 1980; Postman e Geller, 1984). Diversos mecanismos são propostos para explicar este fenômeno em ambientes de maior densidade, como *harassment* (Richstone, 1976) e *tidal stripping* (Gnedin, 2003), retirando o gás preso no poço de potencial do halo e cessando a formação estelar da galáxia à medida que ela cai num ambiente mais denso, como aglomerados e grupos de galáxias. Esta correlação entre as características da população estelar das galáxias e o ambiente em que se encontra se estende até distâncias da ordem de alguns megaparsecs, permitindo investigar a influência de ambientes em maior escala, isto é, superaglomerados de galáxias.

Superaglomerados mais ricos apresentam em média ambientes mais densos e galáxias pertencentes a estas estruturas apresentam uma população estelar mais velha que galáxias do campo (Einasto et al. 2007b, Luparello et al., 2013). Já com relação a morfologia, diversos trabalhos mostraram que filamentos tendem a ser estruturas mais ricas e consequentemente mais luminosas (Costa-Duarte et al., 2011; Einasto et al., 2011; Luparello et al., 2011). Considerando o modelo de formação de estruturas *bottom-up*, podemos especular que existe uma evolução morfológica de superaglomerados, evoluindo para uma estrutura filamentar. Einasto et al. (2012) realizaram uma análise dos aglomerados pertencentes a superaglomerados com diferentes morfologias e concluíram que superaglomerados mais oblatos apresentam maiores probabilidades de possuir aglomerados com maior dispersão de velocidades e com a presença de subestruturas. Recentemente Einasto et al. (2014) encontraram uma relação entre a morfologia e propriedades de população estelar de galáxias em superaglomerados. Os autores mostraram que superaglomerados classificados como filamentos apresentam uma população mais velha, comparando cor e taxa de formação estelar. Também mostraram que grupos de galáxias em filamentos são mais ricos e com uma população estelar mais velha, diferente dos resultados mostrados nesta tese. Entretanto os autores utilizaram uma classificação morfológica diferente da apresentada na seção 4.1 e definida por (Sahni et al., 1998), classificando estruturas filamentosas como $K_1/K_2 < 0.5$ e superaglomerados “*spider-like*” como $K_1/K_2 > 0.5$. Como filamentos tendem a ser estruturas mais ricas e mostramos aqui que estruturas mais ricas tendem a

apresentar populações estelares mais velhas, concluímos que tanto o trabalho apresentado aqui e o de Einasto et al. (2014) apontam para a mesma direção, mas de pontos de vista distintos. A riqueza (ou luminosidade total) e a densidade local dos superaglomerados representam os principais fatores de influência sobre a evolução de galáxias em escalas de dezenas de megaparsecs. A relação entre a morfologia de superaglomerados e a população estelar encontrada por Einasto et al. (2014) pode ser uma consequência da relação riqueza (ou densidade local) e a população estelar, já que filamentos se apresentam como estruturas mais ricas e com ambientes mais densos.

Evolução de galáxias através de diagramas de diagnósticos

O objetivo deste capítulo é apresentar um estudo sobre a evolução de galáxias através de diagramas de diagnóstico, baseados em linhas espectrais. Como a evolução de galáxias acontece de modo dependente da massa estelar, é necessário uma amostra grande o suficiente em redshift e massa estelar para observarmos esta evolução. Primeiramente selecionamos uma amostra de galáxias limitada em magnitude da *Main Galaxy Sample* do SDSS/DR7 e suas propriedades foram extraídas da base de dados do STARLIGHT. Posteriormente dividimos esta amostra em bins de massa estelar e redshift. Para termos uma visão geral da amostra, a técnica de *stacking* foi utilizada, gerando espectros representativos para os bins de massa estelar e redshift. Os diagramas de linhas de emissão BPT e WHAN foram utilizados, mostrando uma deficiência do diagrama BPT em diferenciar AGNs e galáxias aposentadas. Mostramos também a fração de cada classe de objetos em cada diagrama em função do redshift e massa estelar. Finalmente mostramos como as propriedades das populações estelares evoluem nas trajetórias evolutivas das galáxias em ambos os diagramas. Este trabalho foi feito como parte de um artigo liderado pela Dr. Grazyna Stasìnska (Stasìnska et al., 2014) com a equipe do STARLIGHT, apresentado no apêndice A, e que se encontra em fase de revisão.

5.1 Galáxias em bins de massa e redshift

Primeiramente selecionamos uma amostra de galáxias de 574,473 objetos e as propriedades das populações estelares destas galáxias foram obtidas como descrito na seção 3.6.

Para uma visão sintética da evolução de galáxias dividimos a amostra em bins de massa estelar e redshift. Os bins de massa estelar são $\Delta\log(M_*)=0.5$ dex no intervalo $9 \leq \log(M_*) \leq 12$ (M_* em unidades de massa solares). Por completeza também mostramos resultados para os bins de galáxias com $\log(M_*) < 9$ e $\log(M_*) > 12$, entretanto estes bins extremos apresentam uma completeza em massa dependente do redshift, portanto os resultados destes bins podem apresentar um viés. Dividimos a amostra em bins de redshift com $\Delta z=0.05$ entre $0.002 < z < 0.45$ e o primeiro bin sendo no intervalo $0.002 < z < 0.05$. Estes valores dos bins no espaço $(\log(M_*), z)$ consistem num compromisso entre uma população representativa em cada subamostra e um número suficiente de bins para avaliarmos uma evolução dentro do intervalo de redshift.

Espectros de galáxias em mais altos redshifts apresentam, na maioria das vezes, uma baixa razão S/N. Para termos uma visão geral dos espectros da amostra e da informação contida em cada bin utilizamos a técnica de *stacking*, gerando espectros representativos e com maior S/N para cada bin da amostra. Este procedimento tem um objetivo didático, usado apenas para avaliarmos o aspecto geral da amostra utilizada, mas não deixa de ser um resultado interessante numa visão global. Esta técnica permite mostrar as características médias da amostra, como intensidade das linhas espectrais e formato do espectro médio. Por outro lado esta técnica pode apagar ou diluir informações individuais das galáxias da amostra ou mesmo produzir espectros que não sejam representativos se a subamostra não é composta por espectros com características similares. Como a massa estelar das galáxias representa o principal fator na sua evolução (*downsizing*, Cowie et al., 1996), uma seleção pela massa resulta em espectros com características de conteúdo estelar similares. Assim a forma do contínuo estelar resultante pode ser considerada representativa da amostra. Entretanto as linhas espectrais são geradas por eventos de curta duração, como surtos de formação estelar e/ou núcleos ativos, logo podem aparecer ou variar rapidamente através dos bins de $(\log(M_*), z)$ nos espectros *stacked*.

Utilizamos o *stacking* médio, que consiste basicamente na soma dos fluxos dos espectros pixel a pixel e depois dividido pelo número de galáxias do bin. Antes de aplicar a técnica de *stacking*, normalizamos os espectros na janela espectral 4010Å-4060Å. Deste modo é dado o mesmo peso para todas as galáxias pertencentes ao bin. Como o intervalo de comprimento de onda varia dentro de cada bin de redshift, realizamos o *stacking* num certo

intervalo em que todas as galáxias contribuem para os pixels. Por exemplo, considerando galáxias observadas em intervalos de comprimento de onda (λ_i, λ_f) e de redshift (z_i, z_f) , o *stacking* é feito no intervalo $(\lambda_i/(1+z_i), \lambda_f/(1+z_f))$. Deste modo garantimos que todos os espectros contribuem para o espectro *stacked* dentro deste intervalo. A qualidade do pixel também foi levada em consideração, desprezando quando possível, pixels ruins. Assim a contribuição dos espectros para a média pode variar ligeiramente em cada pixel. Os valores das medidas das linhas de emissão do espectro resultante (*stacked*) podem não necessariamente representar o valor médio das galáxias do bin. Isto acontece pelo fato do perfil da linha do espectro resultante é definida pixel a pixel, isto é, em cada comprimento de onda é definido um fluxo médio e o perfil resultante não necessariamente consiste na média das medidas da amostra. Vitale et al. (2013) analisaram as diferenças entre o *stacking* médio e mediano e concluíram que as diferenças são pequenas e a classificação espectroscópica é basicamente a mesma. Entretanto o *stacking* médio pode superestimar, na maioria das vezes, os fluxos e larguras equivalentes das linhas espectrais. É importante ressaltar que o processo de normalização dos espectros afeta o espectro resultante já que é dado o mesmo peso para todas as galáxias. Poderíamos, por exemplo, considerar um *stacking* ponderado pela massa ou pela luminosidade das galáxias, com um peso maior para galáxias mais luminosas ou massivas. Notamos que este procedimento ponderado não afeta os resultados de modo significativo já que as galáxias de um certo bin possuem, na sua maioria, massa estelar ou luminosidade comparáveis, sendo exceção somente para bins pouco povoados. Nestes bins o pequeno número de galáxias resulta em maiores flutuações estatísticas dos pixels médios.

A figura 5.1 mostra os resultados da técnica de *stacking* para os bins da amostra. Cada bin apresenta o número de objetos assim como o intervalo de massa estelar e redshift. Linhas pontilhadas verticais facilitam a identificação de linhas de emissão de [O II] $\lambda 3727$, H β , [O III] $\lambda 5007$ e H α . Numa análise geral podemos notar que o contínuo dos espectros varia com a massa estelar de cada bin, sendo espectros de bins de baixa massa estelar com características de populações estelares predominantemente jovens e com intensas linhas de emissão. Já galáxias mais massivas possuem populações estelares mais velhas e linhas de emissão relativamente fracas ou ausentes. A evolução do contínuo com o redshift não é evidente, mas podemos perceber que o contínuo de alguns bins de massa são mais vermelhos

à medida que o redshift decresce. A linha em preto representa o ajuste utilizando o código STARLIGHT. Com relação as linhas espectrais, podemos notar que a intensidade das mesmas aumenta para bins de massa estelar menores. Entretanto uma evolução com o redshift não é óbvia observando somente esta figura.

5.2 Diagramas de Diagnóstico de galáxias com linhas de emissão

Os diagramas de diagnóstico utilizando linhas de emissão representam uma importante ferramenta no estudo de evolução de galáxias. O apêndice B discute os diversos diagramas de diagnóstico desenvolvidos na literatura. A maioria dos diagramas de diagnósticos que utiliza linhas de emissão são baseados no diagrama BPT, onde galáxias são classificadas como *star forming* puras abaixo do limite de Kauffmann et al. (2003a) e como AGNs puros acima do limite de Kewley et al. (2001). Objetos entre estas duas fronteiras são classificados como galáxias compostas, possuindo emissão devido a formação estelar e núcleo ativo ao mesmo tempo. Posteriormente Kewley et al. (2013) definiram um novo limite para separar *star forming* e AGNs, sendo similar ao definido por Stasińska et al. (2006).

Como mostrado em Stasińska et al. (2008), o diagrama BPT não é capaz de diferenciar galáxias contendo AGNs fracos e galáxias classificadas como aposentadas, isto é, galáxias ionizadas por estrelas quentes e evoluídas de baixa massa (*hot low-mass evolved stars*, *HOLMES*, Binette et al., 1994). Considerando galáxias *early-types* com um surto inicial de formação estelar no Universo jovem, a principal fonte de ionização é representada pelas estrelas jovens. Posteriormente núcleos de nebulosas planetárias e finalmente, depois de aproximadamente 10^{10} anos, as *post-AGBs* são capazes de produzir fótons energéticos o suficiente para ionizar o gás do meio interestelar. O resultado é uma galáxia *early-type*, sem formação estelar e com uma área extensa de gás ionizado, confirmada através da observação da linha de $H\alpha$. A existência destas galáxias foi evidenciada pela espectroscopia de campo integral, mostrando uma área de baixa ionização extensa, sendo inconsistente com emissão por uma fonte central de ionização, descartando assim o núcleo ativo como principal fonte de ionização (Sarzi et al., 2010; Singh et al., 2013). Cid Fernandes et al. (2011) propôs então um diagrama que utiliza a largura equivalente de $H\alpha$ em função de $[N II]/H\alpha$, o diagrama WHAN. Este diagrama tem como objetivo distinguir as galáxias consideradas como AGNs e aposentadas. Outra vantagem de utilizar este diagrama consiste na utilização

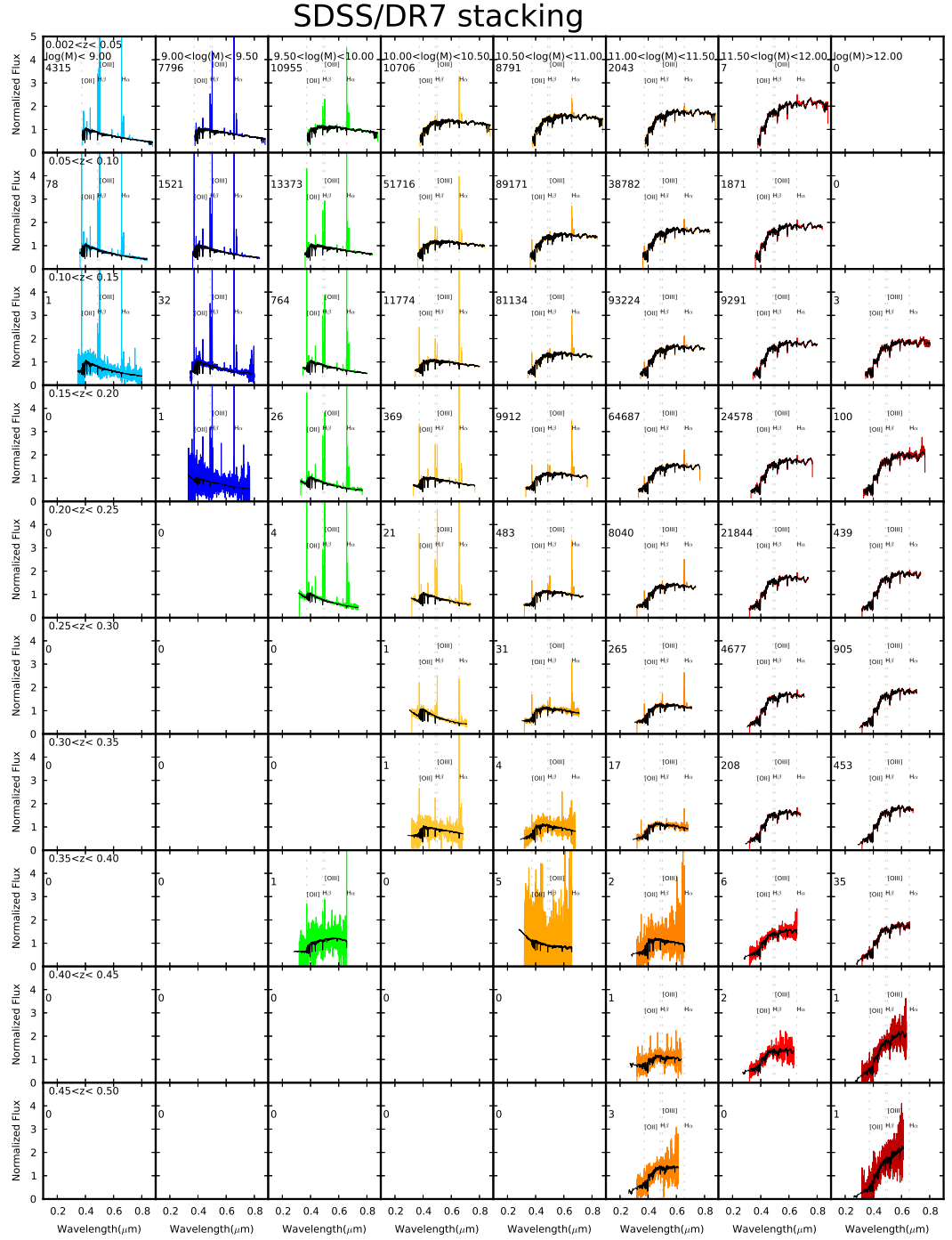


Figura 5.1: Espectros *stacking* da amostra SDSS/DR7. O número de galáxias de cada bin encontra-se na parte superior de cada figura. Os bins de massa estelar são representados por diferentes cores, do azul claro até o vermelho escuro à medida que a massa estelar cresce. Para facilitar a interpretação, as linhas espectrais $[O II] \lambda 3727$, $H\beta$, $[O III] \lambda 5007$ e $H\alpha$ são representadas por linhas tracejadas verticais. As linhas pretas sobre os espectros representam os ajustes da síntese espectral.

de apenas duas linhas de emissão para o diagnóstico, ao invés de quatro linhas no diagrama BPT. É necessário notar que nenhum dos diagramas é capaz de classificar AGNs de baixa metalicidade (Stasińska et al., 2006; Groves et al., 2006). A análise aqui descrita com os diagramas BPT e WHAN é limitada a $z=0.35$, pois além deste redshift as linhas de $H\alpha$ e $[N II]$ não podem ser mais observadas devido a cobertura espectral do SDSS. Podemos assim traçar a trajetória de cada bin de massa estelar nos espaços dos diagramas BPT e WHAN considerando somente linhas espectrais bem definidas e com um número de objetos suficientes para um valor médio robusto.

No topo da figura 5.2 mostramos as trajetórias dos bins de $(\log(M_*), z)$ no intervalo de $0.002 < z < 0.35$ no diagrama BPT utilizando os espectros *stacked*. Um comportamento geral é o aumento da metalicidade, medido através de $[N II]/H\alpha$, à medida que o redshift decresce. Podemos notar no diagrama BPT que os três primeiros bins de massa ($\log(M_*) < 10$) encontram-se na região de formação estelar (asa esquerda), região onde as galáxias *star forming* povoam e apresentam trajetórias descendentes à medida que o redshift decresce. Esta migração da esquerda para a direita pode ser explicada pelo enriquecimento do meio interestelar das galáxias com o tempo ¹. O próximo bin de massa encontra-se na região intermediária entre as asas da direita e da esquerda. Para as galáxias mais massivas, as trajetórias se distanciam do critério de Stasińska et al. (2006), ascendente à região considerada dos AGNs (asa direita). A progressão dos pontos para as galáxias mais massivas parece ser um pouco caótica e não muito definida. Isto pode ser explicado pelo baixo número de objetos nestes bins e linhas de emissão fracas, e que o processo de *stacking* pode também diluir os poucos objetos que possuem emissão nestes bins. Os pontos nesta figura são de linhas de emissão com a razão S/N_{line} maior que 3 dos espectros *stacked*.

Utilizando as galáxias dos bins de $(\log(M_*), z)$, calculamos os valores médios dos fluxos e larguras equivalentes de cada linha espectral, representativos de cada bin. É importante mencionar que consideramos somente objetos com a razão sinal-ruído da linha (S/N_{line}) maior que 3 e o valor médio foi calculado somente nos bins que apresentam 5 ou mais objetos que satisfaçam os critérios descritos. Este resultado é mostrado na parte inferior da figura 5.2. Os pontos apresentam menor dispersão que os resultados obtidos com os espectros

¹ Este aumento de metalicidade já foi citada por Lara-López et al. (2010) para explicar a migração global dos pontos observacionais no diagrama BPT.

stacked e apresentam assim tendências mais claras que no diagrama BPT. Este resultado sugere que as razões de linhas de emissão de espectros *stacked* podem ser enganosas.

Podemos notar que para alguns bins de massa estelar, a distância da linha de Stasińska et al. (2006) aumenta à medida que o redshift decresce. Tomando o diagrama BPT como um diagnóstico perfeito da presença de AGNs, poderíamos concluir erroneamente que para estes bins de massa estelar, a contribuição da ionização devido ao AGN cresce com respeito a ionização devido as estrelas jovens à medida que o redshift decresce. Entretanto, como mostrado em Stasińska et al. (2008) e depois amplamente discutido por Cid Fernandes et al. (2011), as galáxias localizadas na região dos AGNs podem ser na verdade galáxias classificadas como aposentadas. As galáxias consideradas como aposentadas apresentam uma população estelar velha e alta metalicidade, uma fonte de ionização suficiente para apresentar linhas de emissão de baixa ionização nos seus espectros, podendo ser classificadas como regiões nucleares de emissão de baixa ionização (*Low Ionization Nuclear Emission Regions, LINERS*, Heckman, 1980). A explicação destas linhas, que não são provenientes de regiões de formação estelar e/ou núcleos ativos, baseia-se nas HOLMES. Estas galáxias ocupam a mesma região que os LINERS no diagrama BPT. Uma outra análise é necessária para diferenciar LINERS e aposentadas. Podemos usar assim o diagrama WHAN. Cid Fernandes et al. (2011) baseiam-se no trabalho de Stasińska et al. (2006), que diferencia galáxias *star forming* e AGNs através de modelos de fotoionização e propõem então o diagrama WHAN, que consiste no espaço $EW(H\alpha)$ versus $[N II]/H\alpha$, classificando galáxias como:

- *Formação Estelar*: $\log([N II]/H\alpha) < -0.4$ e $EW(H\alpha) > 3\text{\AA}$;
- *AGN intenso*: $\log([N II]/H\alpha) > -0.4$ e $EW(H\alpha) > 6\text{\AA}$;
- *AGN fraco*: $\log([N II]/H\alpha) > -0.4$ e $EW(H\alpha)$ entre 3\AA e 6\AA ;
- *Aposentadas*: $EW(H\alpha) < 3\text{\AA}$;
- *Passivas(sem linhas)*: $EW(H\alpha)$ e $EW([N II]) < 3\text{\AA}$.

O diagrama WHAN, mostrado na figura 5.3, mostra a evolução dependente da massa das galáxias, de modo similar a figura 5.2. Este diagrama contém mais galáxias que o diagrama BPT já que a condição de $S/N_{line} > 3$ é imposta somente para $[N II]$ e $H\alpha$. Para

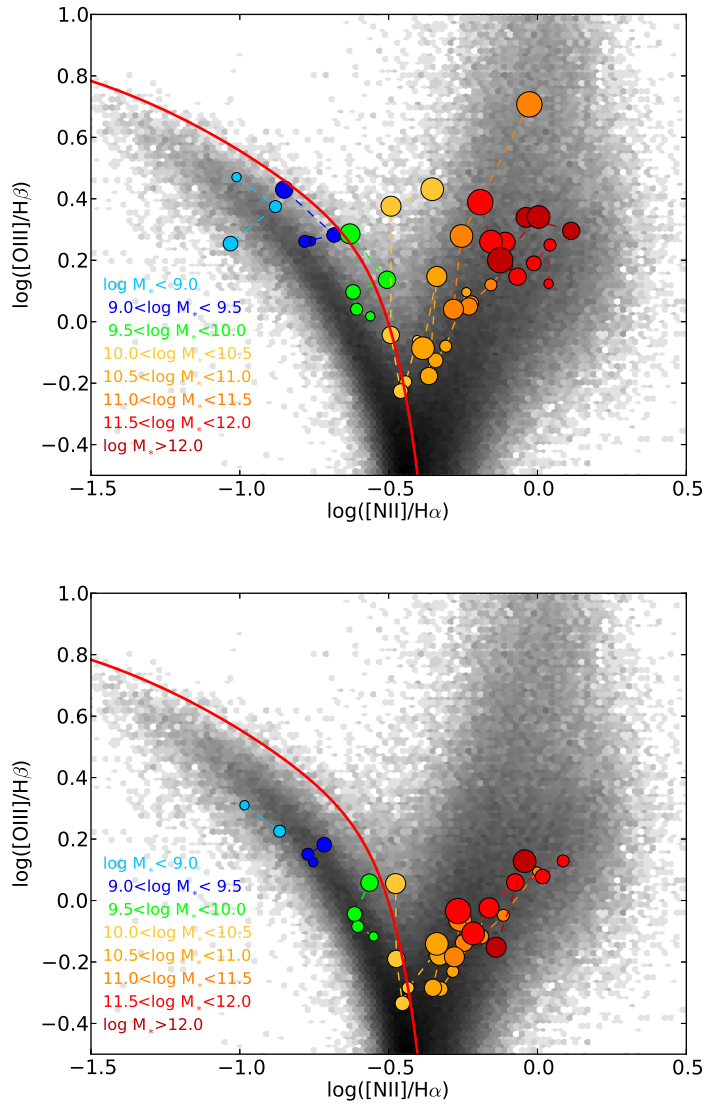


Figura 5.2: Acima: Diagrama BPT para os espectros *stacked* das amostras do SDSS/DR7 entre $0.002 < z < 0.35$. Abaixo: Diagrama BPT para as amostras do SDSS/DR7 entre $0.002 < z < 0.35$ para os valores médios dos bins de $(\log(M_*), z)$. A figura mostra a evolução das galáxias de acordo com os bins de massa estelar. Diferentes cores representam diferentes bins de massas estelares e o tamanho dos pontos diminuem à medida que o redshift diminui. A linha contínua e vermelha representa no diagrama BPT o critério de Stasińska et al. (2006) que diferencia *star forming* e AGNs. O mapa ao fundo (em cinza) representa as galáxias de todos os bins de SDSS/DR7 entre $0.002 < z < 0.35$.

o diagrama considerando os espectros *stacked*, com exceção do bin de maior massa, um comportamento geral consiste na diminuição de $EW(H\alpha)$ à medida que o redshift decresce. Como encontrado no diagrama BPT, os três primeiros bins de massa estelar ($\log(M_*) < 10$) encontram-se na região de formação estelar. O bin de massa seguinte localiza-se na região de transição entre galáxias classificadas como *star forming* e AGNs, entretanto quando comparamos com os resultados dos valores médios, as dispersões são menores e as tendências mais visíveis. Isto mostra novamente que os espectros *stacked* não são indicados para uma descrição sintética de uma amostra de galáxias usando linhas de emissão. O decréscimo de $EW(H\alpha)$ com o redshift pode ser explicado em termos do aumento do contínuo espectral (devido a formação estelar) ou decréscimo da luminosidade das linhas, ocorrendo ao mesmo tempo. O diagrama WHAN parece indicar que para os bins menores de massa estelar, os valores de $EW(H\alpha)$ decrescem à medida que o redshift decresce. Para os bins mais massivos, $EW(H\alpha)$ decresce com o redshift entretanto sua interpretação não é clara. Alguns bins de massa em baixos redshifts não se apresentam na região de AGNs mas sim na região de objetos classificados como galáxias aposentadas. Outro resultado obtido destes diagramas é que a massa $\log(M_*) = 10.50$ ($M_* = 3 \times 10^{10} M_\odot$) representa um limite importante em massa estelar nas galáxias. Galáxias acima deste limite apresentam uma crescente fração de objetos com populações estelares predominantemente velhas e com densidades superficiais de massa e índices de concentração típicos de bojos, além de mudanças morfológicas significativas (Kauffmann et al., 2003b).

5.2.1 Dispersão das propriedades das linhas de emissão

As propriedades dos bins de massa apresentam dispersão, já que os espectros dos bins das galáxias não são iguais. Por exemplo, um bin que apresenta o espectro *stacked* como uma *star forming*, apresenta uma pequena fração de galáxias *early-type* e AGNs. O mesmo pode ser observado com relação aos valores médios calculados das linhas de emissão, podendo apresentar um valor médio indicando uma classificação nos diagramas mas contendo também objetos de outra classe. A figura 5.4 mostra alguns espectros usados no *stacking*, pertencentes ao bin $11.0 < \log(M_*) < 11.5$ e $0.05 < z < 0.1$, com diferentes propriedades espectrais como linhas espectrais e populações estelares. O que buscamos aqui são tendências gerais (ou médias) e é importante estar ciente que há diferentes objetos contribuindo para

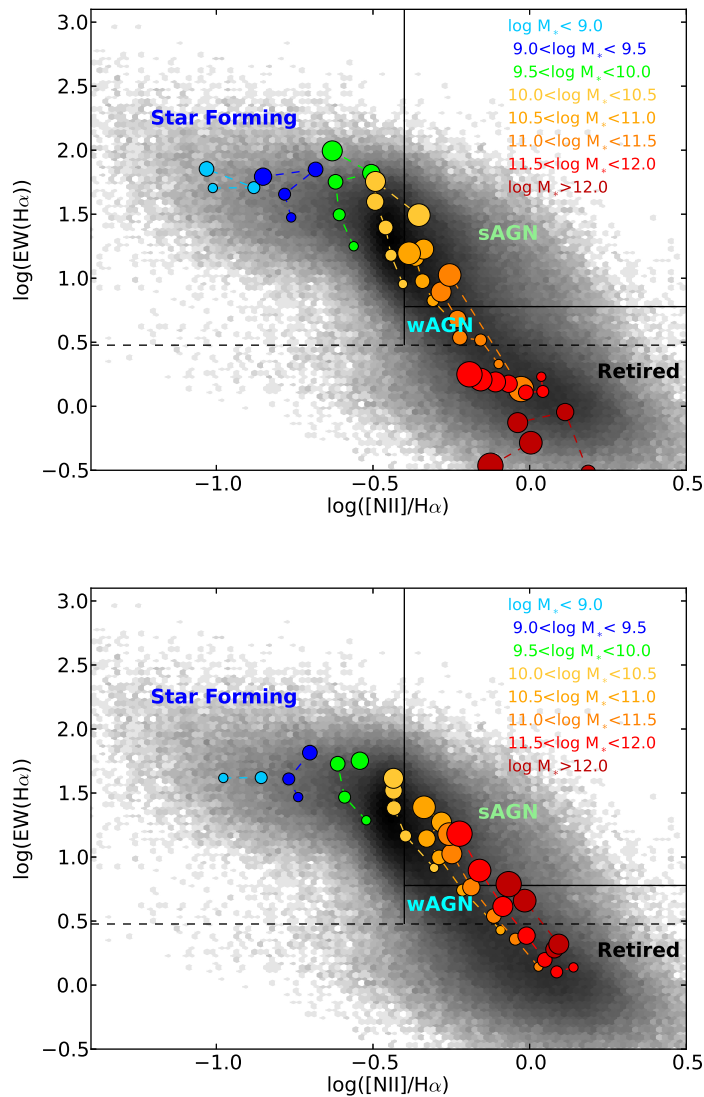


Figura 5.3: Acima: Diagrama WHAN para os espectros *stacked* das amostras do SDSS/DR7 entre $0.002 < z < 0.35$. Abaixo: Diagrama WHAN para as amostras do SDSS/DR7 entre $0.002 < z < 0.35$ para os valores médios dos bins de $(\log(M_*), z)$. A figura mostra a evolução das galáxias de acordo com os bins de massa estelar. Diferentes cores representam diferentes bins de massas estelares e o tamanho dos pontos diminuem à medida que o redshift diminui. O mapa ao fundo (em cinza) representa as galáxias de todos os bins de SDSS/DR7 entre $0.002 < z < 0.35$.

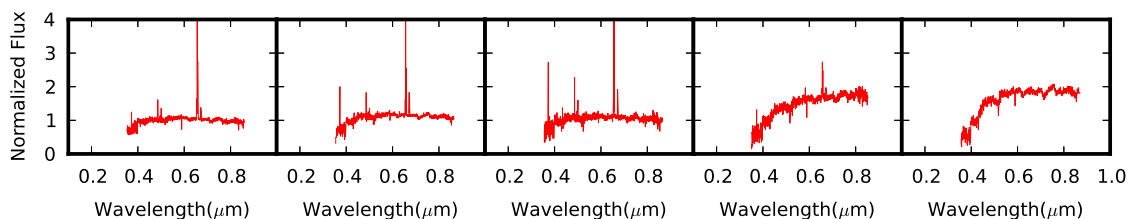


Figura 5.4: Espectros de galáxias pertencentes ao mesmo bin $11.0 < \log(M_*) < 11.5$ e $0.05 < z < 0.1$ e notamos que apresentam propriedades espectrais bem distintas.

estes valores médios e para o *stacking*. Enquanto a massa estelar representa a propriedade fundamental das galáxias com relação a sua evolução, num certo bin de massa e redshift podemos notar que existem galáxias em diferentes estágios evolutivos: algumas ainda formando estrelas e já outras consideradas como AGN/aposentadas.

A figura 5.5 mostra as distribuições de $\log(\text{EW}(\text{H}\alpha))$ para os bins de redshift $0.002 < z < 0.05$ e $0.05 < z < 0.1$, para todos os bins de massa estelar. Podemos notar que os três primeiros bins de massa estelar ($\log(M_*) < 10$) apresentam uma distribuição mais simétrica com um pico ao redor de 1.5 dex. Já a partir de $10 < \log(M_*) < 10.5$, os bins apresentam uma população de galáxias com menor emissão em $\text{H}\alpha$, uma cauda da distribuição. Para os bins mais massivos podemos notar que a distribuição de $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ recua para valores menores. Cada painel da figura apresenta o número de galáxias incluído no histograma, assim como o número de galáxias em que a emissão em $\text{H}\alpha$ não foi detectada ($\log(\text{EW}(\text{H}\alpha)) < 0$), sendo esta fração de objetos não detectados em $\text{H}\alpha$ crescente com a massa estelar. De acordo com a classificação WHAN, as galáxias aposentadas possuem $\log(\text{EW}(\text{H}\alpha)) < 0.5$, logo sua fração aumenta com a massa estelar, se tornando dominante para $11.5 < \log(M_*) < 12$. Já comparando os mesmos bins de massa em dois bins diferentes de redshift, podemos notar uma diminuição de $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ com o redshift em todos os bins representativos de redshift, indicando uma evolução dos objetos de mesma massa estelar entre os bins de redshift.

5.3 Um censo detalhado de linhas de emissão de galáxias do SDSS

Cid Fernandes et al. (2010) discutiu as proporções de galáxias *star forming*, AGNs e aposentadas para uma amostra limitada em volume do SDSS com linhas de emissão sem

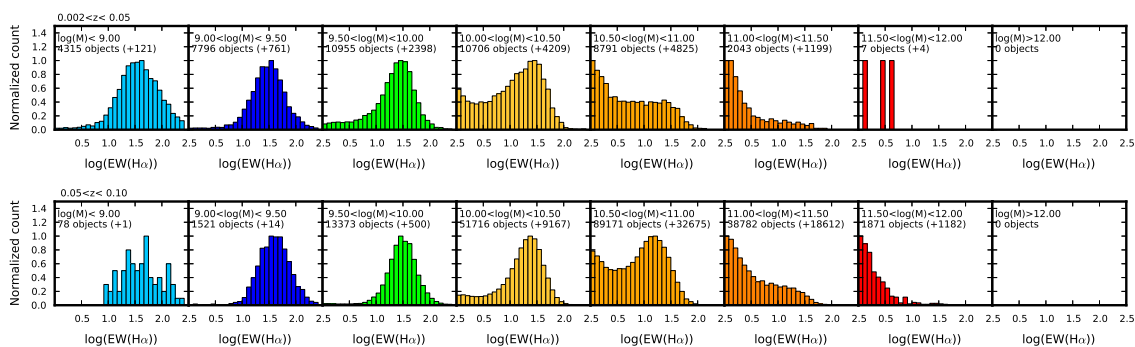


Figura 5.5: Acima: Histograma de $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ das galáxias do bin de redshift $0.002 < z < 0.05$ para todos os bins de massa estelar. Abaixo: Histograma de $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ das galáxias do bin de redshift $0.05 < z < 0.1$. O número de objetos em cada bin é mostrado em cada figura e em parêntesis o número de objetos que não foi possível medir o valor de $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ ($\log(\text{EW}(\text{H}\alpha)) < 0$).

uma análise com relação ao redshift ou massa estelar. Extendemos aqui esta discussão avaliando as proporções de cada uma das classes para os bins de massa estelar e redshift. Estes resultados podem mostrar como as galáxias evoluem entre os diversos estágios: *star forming*, AGN e aposentadas.

O primeiro ponto a se considerar é a completude dos objetos nos bins de redshift e massa estelar. Se um efeito de seleção remove algum tipo de galáxias da amostra, precisamos levar em consideração no censo total. Trabalhando com bins de $(\log(M_*), z)$ estamos menos propensos a selecionar/discriminar um certo tipo de galáxia com relação aos demais (definido por cores ou propriedades das linhas de emissão). No apêndice A encontra-se o artigo submetido (Stasinska et al., 2014) e nele encontra-se uma simulação sobre o viés esperado. Esta simulação considera espectros simulados variando entre 10^6 anos e 13×10^9 anos. Destes espectros foram calculadas as magnitudes r e u , utilizando as respectivas curvas de respostas. Utilizando um diagrama cor-magnitude (r versus $u-r$) notamos que para grande parte dos bins de massa e redshift, não notamos um viés significativo com relação a seleção de galáxias com relação a cor. Utilizando uma certa banda fotométrica para seleção de objetos, podemos favorecer galáxias com populações estelares diferentes, com maior ou menor emissão nesta banda. No bin de redshift mais próximo, com $\log(M_*) > 10$ são completos. Já no próximo bin de redshift, os bins com $\log(M_*) > 10$ são completos e assim por diante. O que seria realmente problemático neste estudo é algum efeito de seleção que discrimine a galáxia com relação a sua cor, causando um viés para algum tipo

de galáxias com relação a outra. Isto poderia causar um favorecimento na observação de uma certa classe de galáxias. Em levantamentos limitados em magnitude, na banda r como é o caso do SDSS, galáxias consideradas vermelhas são mais dificilmente observadas devido ao efeito de seleção, já que uma galáxia azul com a mesma massa estelar são mais luminosas, como mostrado no apêndice A. Assim no primeiro bin de redshift, o bin com $\log(M_*) < 9$ poderia perder um importante número de galáxias vermelhas. Entretanto este efeito se torna menos importante para $9 < \log(M_*) < 9.5$ e quase desaparece para bins com massas maiores. Para o próximo bin de redshift o efeito começa ser mais importante para $\log(M_*) < 10.5$ e assim por diante.

Antes de realizarmos uma análise seguindo a classificação do diagrama WHAN, vamos fazer um estudo demográfico usando o diagrama BPT, já que a classificação promovida por Kauffmann et al. (2003a) é a mais largamente utilizada para separar galáxias *star forming* e AGNs. A figura 5.6 mostra a fração de galáxias classificadas de acordo com o diagrama BPT, nos diferentes bins de massa estelar e redshift, usando as classificações feitas por Kauffmann et al. (2003a) e Kewley et al. (2001), isto é, usando a região entre estes limites para classificar os objetos ali presentes como compostos. Assim como na figura 5.2 consideramos somente galáxias apresentando as linhas de emissão do diagrama com $S/N_{line} > 3$, totalizando 228,270 objetos. Em cada painel indicamos o número total de objetos nos bins de massa e redshift. Símbolos maiores representam bins livres de bias. Vemos que para $\log(M_*) = 9$ todas as galáxias são *star forming*, e galáxias que possuem um núcleo ativo são encontradas somente para maiores massas. Até $\log(M_*) = 10.5$, as galáxias *star forming* dominam a população de galáxias. Entretanto a MGS apresenta um efeito de seleção que pode deixar de observar galáxias vermelhas e de baixa massa, cuja importância é dificilmente estimada neste estudo. Porém nesta população, galáxias contendo um núcleo ativo mas que ainda não teve sua formação estelar cessada podem existir. Para bins com maiores massas estelares a dominância das classes começa a se inverter e para $\log(M_*) > 11$ encontramos populações de galáxias dominadas por AGNs. É importante destacar também que a fração de galáxias *star forming* sempre tende a decrescer à medida que o redshift decresce, enquanto a proporção de AGNs aumenta.

Entretanto o diagrama BPT usa 4 linhas de emissão com um razoável S/N, que exclui os objetos com linhas mais fracas e deixa aproximadamente metade das galáxias da

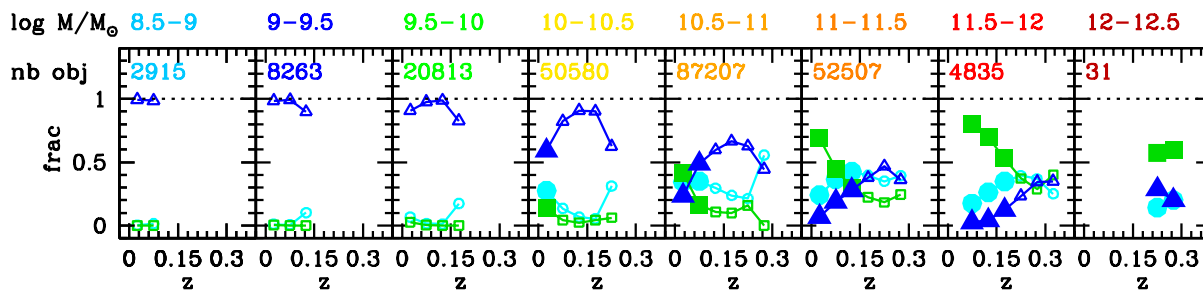


Figura 5.6: Fração de galáxias de diferentes classificações no diagrama BPT em função dos bins de massa e redshift. Os tipos espectrais são obtidos de acordo com as classificações de Kauffmann et al. (2003a) e Kewley et al. (2001): *star forming* (azul), AGN (verde) e compostas (azul claro) em função dos bins de redshift e massa estelar. Símbolos maiores representam bins de massa estelar e redshift que foram considerados livres do viés por cor (veja apêndice A).

amostra fora da análise. Importante ressaltar novamente que o diagrama BPT não diferencia galáxias classificadas entre AGNs fracos e galáxias aposentadas, pois ambas classes apresentam configurações das linhas de emissão similares.

O diagrama WHAN apresenta uma continuidade entre as galáxias com linhas de emissão e as sem linhas de emissão de modo que as galáxias sem linhas podem ser encontradas com valores bem pequenos de $EW(H\alpha)$, logo não colocamos qualquer condição de S/N de modo que o resultado seja uma incerteza na classificação com baixo S/N mas ao mesmo tempo não apresentando viés para a análise global. Por outro lado, as galáxias que apresentaram defeitos numa fração dos pixels nas regiões das linhas de $H\alpha$ e $[N II]$ foram descartadas já que não permitem nem uma estimativa grosseira das intensidades. Para avaliar estas condições em medir as linhas de emissão, as dispersões de velocidade nebular (σ_{gas}) das linhas de $H\alpha$ e $[N II]$ foram medidas para avaliar os pixels dentro de $\pm\sigma_{gas}$ a partir do centro da linha. Foram removidas então galáxias que apresentam uma fração de pixels ruins maior que 25% na região de $\pm\sigma_{gas}$ das linhas. O número total de galáxias que foram removidas com este critério foi 64,802, deixando 509,671 galáxias para serem classificadas. É importante ressaltar que este critério não resulta em qualquer bias para qualquer uma das classes do diagrama WHAN em função da massa estelar e redshift, considerando as condições limitadas em magnitude da MGS.

A figura 5.7 mostra as frações de galáxias classificadas como *star forming*, AGNs (inten-

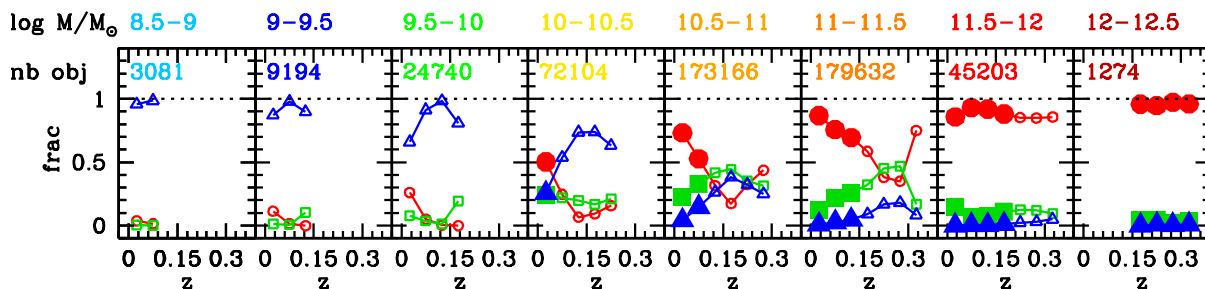


Figura 5.7: Fração de galáxias considerando os três diferentes tipos espectrais de acordo com o diagrama WHAN: *star forming* (azul), AGN (intenso e fraco - verde) e aposentadas (vermelho) em função dos bins de redshift e massa estelar. Símbolos maiores representam bins de massa estelar e redshift que foram considerados livres do viés de cor (veja apêndice A).

os e fracos numa única categoria) e galáxias aposentadas em função dos bins de redshift e massa estelar. O comportamento geral mostra que à medida que o redshift decresce, em cada bin de massa estelar a proporção de galáxias *star forming* decresce. Já a fração de galáxias aposentadas cresce enquanto a fração de AGNs tende a decrescer (pelo menos para $\log(M_*) > 10.5$). Como mostrado na figura 5.6, podemos ver que na MGS, galáxias *star forming* dominam a população na grande maioria dos bins de redshift para $\log(M_*) < 10.5$. Por outro lado as galáxias aposentadas sempre dominam a população de galáxias para $\log(M_*) > 11$. Nos bins de massa intermediária, as galáxias aposentadas dominam nos bins de redshift mais próximos.

Considerando a ausência de qualquer bias devido a cor, a figura 5.7 mostra o paradigma do *downsizing*, observado no Universo local. A grande maioria das galáxias com $\log(M_*) > 11.5$ formaram suas estrelas num redshift maior que 0.35 e galáxias com $10.5 < \log(M_*) < 11.5$ gradualmente pararam de formar estrelas de $z=0.35$ até o presente. Já galáxias com $\log(M_*) < 10.5$ ainda formam estrelas nos dias atuais. Entretanto, sabemos que a MGS pode apresentar um viés observacional com relação a galáxias vermelhas abaixo de um certo valor de massa estelar. Isto significa que a evolução de galáxias com massas abaixo de $\log(M_*) < 10.5$ não pode ser obtida da MGS.

Nos bins de massa estelar e redshift livres de viés de seleção por cor, a população de AGNs não é dominante (exceto para maiores bins de redshift e 11-11.5 em massa). Nossa definição é menos restritiva que outros trabalhos (e.g., Kauffmann et al., 2003a).

Também podemos concluir isto devido ao fato de não observarmos a fração de AGNs crescendo à medida que o redshift diminui, como foi o caso no diagrama BPT. Realmente este crescimento é falso no diagrama BPT e é devido ao fato das galáxias aposentadas serem confundidas com AGNs.

É importante ressaltar que a interpretação da evolução de galáxias apresentada nesta seção é muito mais elaborada que os valores médios das posições dos bins nos diagramas BPT e WHAN. Neste caso estamos comparando as frações de cada tipo de objeto num dado bin. Seria uma tarefa impossível se usássemos os resultados dos espectros *stacked*. Isto significa que para entendermos o que está ocorrendo em altos redshifts, é realmente complicado considerando apenas espectros *stacked*: precisamos realmente de bons espectros, suficientemente capazes de fornecer uma análise de linhas de emissão individuais. O uso dos diagramas BPT e WHAN resultam em diferentes panoramas da demografia de tipos espectrais de linhas de emissão de galáxias nos últimos 4 Ganos. Uma vantagem da classificação WHAN é que não coloca de lado uma grande quantidade de galáxias como o BPT. A outra vantagem seria que este diagrama não atribui razões de linhas de emissão fracas aos AGNs, sendo classificadas como galáxias aposentadas.

5.4 Evolução dos parâmetros estelares nos diagramas BPT e WHAN

Outro ponto de vista na evolução de galáxias pode ser estudado através das propriedades das populações estelares à medida que as galáxias evoluem nos diagramas BPT e WHAN. Podemos utilizar para isto algumas propriedades das populações estelares, como A_V , $\langle \log(t) \rangle_L$ e $\langle \log(Z) \rangle_L$. Calculamos os valores médios destes parâmetros para cada bin nos diagramas BPT e WHAN, mostrados nas figuras 5.2 e 5.3, e avaliamos como estas propriedades evoluem com a massa estelar e o redshift. Estes gráficos tem a vantagem de mostrar uma informação adicional e independente da classificação dos diagramas de diagnóstico e possibilita um estudo simultâneo da emissão do gás nebuloso (estimativa qual a fonte de ionização presente nestas galáxias) e das propriedades das estrelas, através da idade, metalicidade e extinção, medidas através do contínuo estelar. Pode-se assim verificar qualquer conexão/correlação entre gás nebuloso em emissão e as estrelas (ou formação estelar) nesta análise. Vale a pena ressaltar que aqui utilizamos uma definição de metalicidade diferente da definida no capítulo 2, fazendo uma média ponderada do logaritmo da

metallicidade em unidades solares.

A figura 5.8 mostra o diagrama BPT como na figura 5.2, mas a cor de cada bin/ponto neste diagrama não é representada pela sua massa estelar mas sim por uma propriedade das populações estelares. A evolução dos bins de mesma massa estelar com o redshift são mostradas pelas linhas tracejadas, que obedecem o mesmo esquema de cores da figura 5.1. No painel superior da figura 5.8 podemos notar que as galáxias que se encontram na asa esquerda (*star forming*), ou abaixo da linha definida por Stasińska et al. (2006), apresentam valores médios de $\langle \log(t) \rangle_L$ não maiores que 8.5, indicando uma formação estelar recente e intensa. Ultrapassando este limite podemos notar que a idade da população estelar se torna maior, indicando uma supressão da formação estelar. No extremo da asa direita do diagrama BPT temos as galáxias mais velhas, com idades da ordem de 9.25-9.5. O mesmo pode ser notado com relação ao logaritmo da metalicidade ponderada pela luz, no painel do meio da figura 5.8. Uma metalicidade quase constante é observada na asa esquerda do diagrama BPT, mas cruzando a linha definida por Stasińska et al. (2006), a mesma aumenta de modo significativo, chegando aos maiores valores novamente no extremo da asa direita. Também é mostrado nesta figura os valores médios de extinção (A_V), no painel inferior. Primeiramente podemos notar um baixo valor de A_V para os dois primeiros bins de estelar ($\log(M_*) < 9.5$) em baixos redshifts. Zahid et al. (2013) estudaram a relação entre a taxa de formação estelar (SFR), massa estelar e extinção de galáxias *star forming* e encontraram uma anti-correlação entre a extinção e a SFR para uma massa estelar constante, para objetos com $\log(M_*) < 10$. A interpretação desta relação dependente da massa estelar ainda não é clara e pode estar relacionada com algum mecanismo de supressão de formação estelar. Para o terceiro bin de massa estelar ($9.5 < \log(M_*) < 10$) podemos observar uma variação mais significativa do valor médio da extinção, variando de aproximadamente 0.5 em $z=0.2$ para 0.35 em $z=0$. Esta variação nas galáxias classificadas como *star forming* pode significar o consumo rápido do gás e poeira existente nesta galáxias para a formação estelar. Já na asa direita temos galáxias com valores médios um pouco menores, da ordem de 0.5-0.45 até chegarmos as galáxias passivas, com muito menos gás e poeira e valores no extremo da asa direita do diagrama.

A figura 5.9 mostra o diagrama WHAN para as mesmas propriedades das populações estelares. Resultados similares ao diagrama BPT são encontrados, entretanto uma evolução

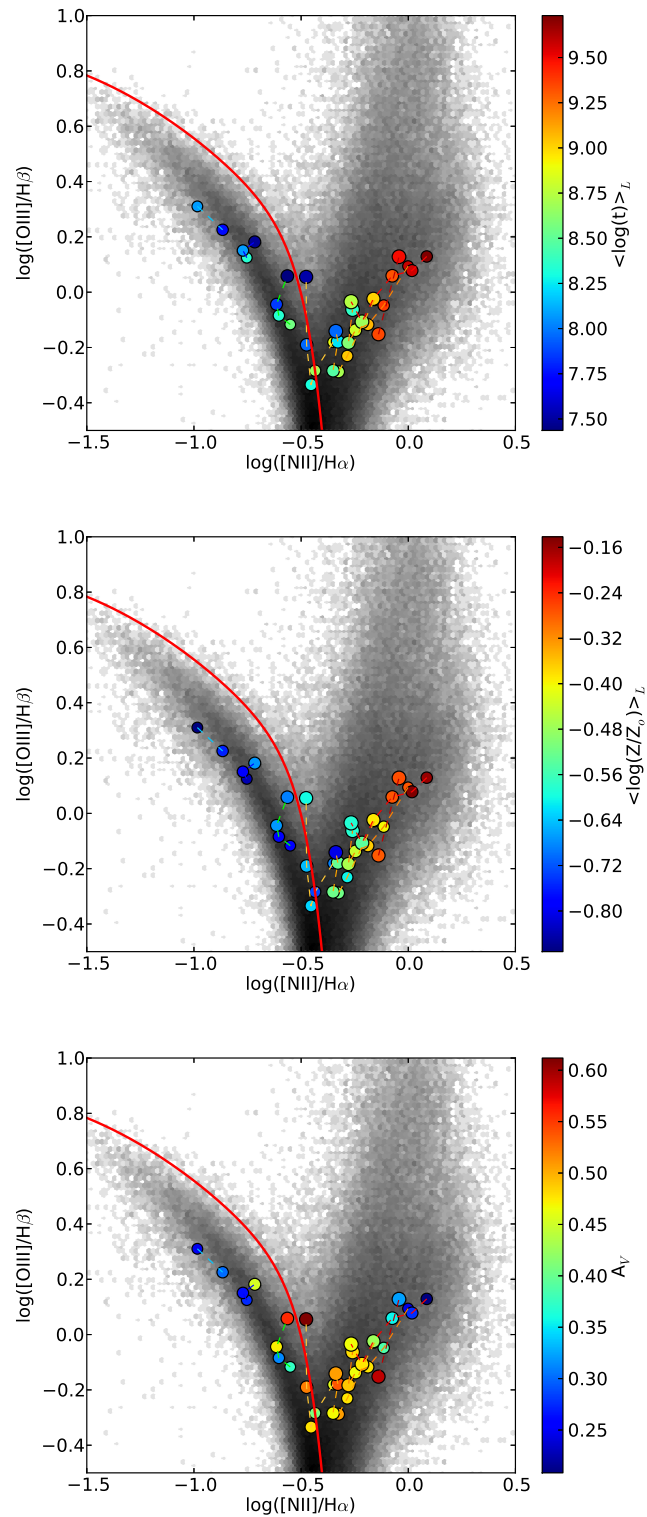


Figura 5.8: O diagrama BPT, como na figura 5.2, para os parâmetros das populações estelares. Os valores destes parâmetros são dados pela cor dos pontos que seguem os gradientes das barras laterais: $\langle \log(t) \rangle_L$ (acima), $\langle \log(Z) \rangle_L$ (meio), A_V (abaixo).

mais gradual e clara com relação aos parâmetros das populações estelares é notada. Assim como no diagrama 5.2, podemos notar uma idade ponderada pela luz das galáxias *star forming* aproximadamente 8.5. Cruzando o limite entre *star forming* e AGN intensos, a população estelar visivelmente se torna mais velha, apresentando idades da ordem de 8.5 a 9. Posteriormente, notamos que os AGNs classificados como fracos possuem idades da ordem de 9.3-9.6 e finalmente as galáxias classificadas como aposentadas ou passivas possuem idades maiores que 9.6. O comportamento com relação a metalicidade é similar a idade. Uma metalicidade praticamente constante para as galáxias classificadas como *star forming*, para os três primeiros bins de massa ($\log(M_*) < 10$), sendo um valor aproximado de -0.7. Para massas maiores é observada uma metalicidade maior, e uma evolução da metalicidade é mais nítida através dos bins de redshift para $\log(M_*) > 10$. Já o comportamento para A_V , também notamos uma extinção relativamente baixa para as galáxias menos massivas ($\log(M_*) < 9.5$) e para o bin de massa $9.5 < \log(M_*) < 10$, uma variação mais nítida da extinção é percebida. Em $z=0.2$, estas galáxias tem um valor de extinção de 0.6 e diminui gradualmente até 0.35 em $z=0$. Para os maiores bins de massa, passando pelas regiões classificadas como s/wAGN e aposentadas, notamos um decréscimo de A_V gradual até 0.2 para as galáxias aposentadas e passivas.

5.5 Discussão

Primeiramente, é importante ressaltar que todos os resultados mostrados neste capítulo apontaram para o cenário de *downsizing* (Cowie et al., 1996), estando de acordo com a literatura. Nossos resultados também indicam uma evolução dependente da massa nos diagramas BPT e WHAN, entretanto comprovamos os resultados de Cid Fernandes et al. (2011) que indicam a deficiência de distinguir AGNs e galáxias classificadas como aposentadas. Mesmo neste curto intervalo de redshift ($0.002 < z < 0.35$) e tendo consciência do modo como o efeito de seleção atua nos bins de $(\log(M_*), z)$, foi possível avaliar a evolução de galáxias através das classificações dos diagramas. Também foi possível, utilizando tais classificações, avaliar a fração de galáxias de cada classe nos bins de redshift. O resultado encontrado mostra uma diminuição da formação estelar das galáxias à medida que o redshift decresce, em ambos os diagramas. Entretanto o comportamento de AGNs nestes dois diagramas foram praticamente opostos, fração crescente de AGNs no diagrama BPT

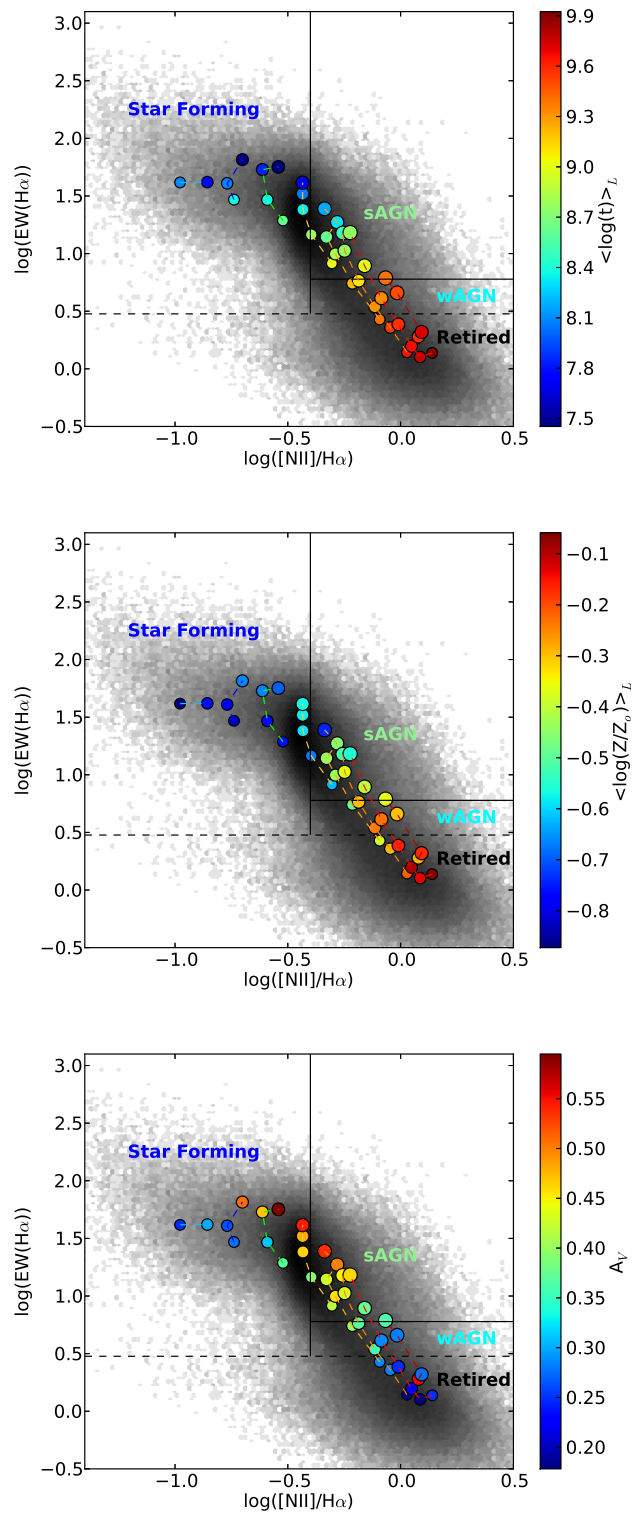


Figura 5.9: O diagrama WHAN, como na figura 5.3, para os parâmetros das populações estelares. Os valores destes parâmetros são dados pela cor dos pontos que seguem os gradientes das barras laterais: $\langle \log(t) \rangle_L$ (acima), $\langle \log(Z) \rangle_L$ (meio), A_V (abaixo).

e decrescente no WHAN (figuras 5.6 e 5.7). Isto aponta mais uma vez para a deficiência do diagrama BPT em diferenciar AGNs/aposentadas nesta análise. O cenário descrito nos dois diagramas mostram que no Universo local, massas estelares de $\log(M_*) \simeq 10$ são valores de transição, passando de formação estelar para AGNs, de acordo com trabalhos anteriores (Kauffmann et al., 2003). Para massas maiores temos uma evolução praticamente passiva das galáxias, passando de AGNs para aposentadas/passivas.

Realizando uma análise complementar, mostramos como as propriedades das populações estelares das galáxias ($\langle \log(t) \rangle_L$, $\langle \log(Z/Z_\odot) \rangle_L$ e A_V) evoluem nos diagramas BPT e WHAN (figuras 5.8 e 5.9). Primeiramente notamos uma população estelar relativamente jovem em todo os bins de redshift para as galáxias classificadas como *star forming* em ambos os diagramas. Isto significa que a análise de galáxias *star forming* apresenta um resultado robusto e consistente em ambos os diagramas. Uma idade ponderada pela massa de até $\langle \log(t) \rangle_L < 8.5$ mostra uma intensa e constante formação estelar nestes objetos. Notamos também que galáxias classificadas como *star forming* apresentaram valores pequenos de extinção. Este resultado também foi obtido por Zahid et al. (2013), utilizando um método independente de síntese espectral para obter a extinção, através do decremento de Balmer. Os autores notaram uma anti-correlação entre a taxa de formação estelar e a extinção medida em galáxias com $\log(M_*) < 10$. Stasińska et al. (2004) também mostraram que a luminosidade no infravermelho das galáxias, que consiste na emissão de estrelas quentes processadas pela poeira, é traçador de surtos recentes de formação estelar e não está relacionada com a extinção derivada pelo decremento de Balmer.

Estes resultados apontam para uma trajetória evolutiva como $SF \rightarrow AGN \rightarrow$ aposentadas, sendo dependente da massa estelar. Entretanto uma análise que mostrasse qualquer relação entre a supressão da formação estelar e a ignição do núcleo ativo não foi possível apenas utilizando valores representativos e médios das populações estelares, como a idade e metalicidade ponderada pela massa. Apesar da idade ponderada pela luz ser considerada um indicador de formação estelar recente, uma análise de correlação entre formação estelar e AGN (dependente da massa) não seria conclusiva utilizando apenas estes parâmetros. Seria necessário um estudo da história de formação estelar, tendo assim uma resolução temporal maior que simplesmente uma idade ponderada pela massa ou luz, para o estudo mais detalhado de uma correlação entre AGNs e formação estelar recente.

Síntese Espectral usando a técnica de PCA

Apresentamos um trabalho ainda em desenvolvimento que consiste na utilização da técnica de Análise de Componentes Principais para síntese espectral de galáxias. Para avaliar esta técnica, realizamos uma simulação de espectros de galáxias, com diferentes razões sinal-ruído, idades e metalicidades, e examinamos a recuperação das propriedades dos espectros simulados. Comparamos nossos resultados com os resultados obtidos com o código STARLIGHT.

6.1 Análise de Componentes Principais

Diversas técnicas estatísticas e algoritmos são largamente utilizados em Astronomia para resolver problemas que envolvem um grande número de parâmetros e/ou dimensões. A técnica de Análise de Componentes Principais (ou *Principal Component Analysis, PCA*) consiste basicamente em realizar uma mudança de base de um conjunto de dados, possivelmente correlacionados, sendo os novos elementos da nova base ortogonais ou linearmente independentes. A nova base apresenta suas primeiras componentes alinhadas com as maiores variâncias dos dados. Uma consequência desta mudança de base é que a primeira componente está na direção da maior variância dos dados e cada componente subsequente apresenta uma variância menor e é perpendicular às demais. A normalização dos espectros também é importante e os resultados são sensíveis ao escalonamento dos dados originais.

Inicialmente a técnica de PCA foi utilizada para a compressão de dados e classificação de espectros de estrelas, galáxias e QSOs (e.g., Murtagh e Heck, 1987; Francis et al., 1992; Sodré e Cuevas, 1997). Particularmente os espectros de galáxias são bem regulares, podendo ser representados com poucas componentes. Assim a compressão da informação dos

espectros é normalmente muito eficiente, apesar da dificuldade de interpretação das propriedades físicas das galáxias através dos autovalores e autovetores (Connolly et al., 1995; Rogers et al., 2007). Diversos autores também utilizaram esta técnica para a determinação de redshifts espectroscópicos e fotométricos (e.g., Glazebrook et al., 1998; Budavári et al., 2000). A técnica de PCA também foi utilizada por Wild et al. (2007) para investigar a correlação entre a história de formação estelar recente e a massa do buraco negro central, relacionando assinaturas espectrais como D4000, largura equivalente de H δ e as linhas H e K do Cálcio com os componentes principais da decomposição PCA. Chen et al. (2012) utilizaram a técnica de PCA para estimar parâmetros estelares de aproximadamente 290,000 galáxias do levantamento *SDSS/DR9(BOSS)* (Anderson et al., 2012), como massa estelar, idades e metalicidades médias, além de extinção e dispersão de velocidades. Utilizando a técnica de *stacking* em espectros de baixa razão S/N e 25,000 realizações de espectros simulados com a biblioteca de Bruzual e Charlot (2003), com diferentes idades e metalicidades médias, extinções e histórias de formação estelar (SFH), os autores puderam estimar as propriedades dos espectros *stacked* apenas utilizando as primeiras componentes da projeção PCA.

Considerando uma amostra de galáxias com N_{spec} objetos, cada espectro com N_λ comprimentos de onda, podemos definir a matriz que contenha os espectros como \mathcal{F} , tendo dimensão (N_λ, N_{spec}) , sendo cada coluna um espectro observado. Os espectros contidos na matriz \mathcal{F} são todos normalizados para que a altura do contínuo não influencie nas projeções. Os espectros são normalizados na janela espectral de 4010Å-4060Å.

Para realizarmos a projeção é necessário calcularmos a matriz de covariância (ou de correlação), definida como

$$C_{jk} = \frac{1}{N-1} \sum_{i=1}^N \mathcal{F}_{ij} \mathcal{F}_{ik}, \quad (6.1)$$

resultando numa matriz de dimensão (N_λ, N_λ) . Consideramos agora que os dados iniciais normalizados, \mathcal{F} , sejam transformados para a nova base espectral, resultando na matriz \mathcal{Y} , com as mesmas dimensões da matriz \mathcal{F} , temos então

$$\mathcal{Y} = \mathcal{A}\mathcal{F}. \quad (6.2)$$

A matriz \mathcal{A} possui dimensão (N_λ, N_λ) , sendo cada linha composta por um autovetor calculado a partir da matriz de covariância dos dados, \mathcal{C} . O cálculo dos autovalores e autovetores

da matriz de covariância consiste na solução da equação

$$\mathcal{C}\mathbf{e}_i = v_i\mathbf{e}_i, \quad (6.3)$$

onde \mathbf{e}_i representam os autovetores correspondentes aos autovalores v_i . Temos então para a matriz de covariância N_λ autovetores e autovalores. Esta transformação linear em específico possui algumas vantagens, do ponto de vista estatístico. A matriz de covariância de \mathcal{Y} possui somente a diagonal não-nula, indicando que as componentes são independentes. As componentes desta matriz são os autovalores de \mathcal{A} e são iguais a variância para cada componente. Além disso esta técnica permite uma reconstrução dos dados com uma combinação linear otimizada, usando um número menor de componentes.

Como a matriz utilizada para a projeção dos dados (\mathcal{A}) é simétrica e real, podemos escrever que a matriz transposta de \mathcal{A} é igual a sua inversa, isto é, $\mathcal{A}^T = \mathcal{A}^{-1}$. Logo para realizarmos a desprojeção dos dados da nova base ortogonal para a inicial, temos que

$$\mathcal{Y} = \mathcal{A}\mathcal{F} \rightarrow \mathcal{A}^T\mathcal{Y} = \underbrace{\mathcal{A}^T\mathcal{A}}_{=\mathcal{I}}\mathcal{F} \rightarrow \mathcal{F} = \mathcal{A}^T\mathcal{Y}. \quad (6.4)$$

Utilizando a matriz \mathcal{A} podemos garantir uma desprojeção para a base inicial sem qualquer perda de informação. Entretanto podemos realizar uma desprojeção (ou reconstrução) dos dados utilizando apenas os primeiros K autovetores, contendo uma certa parcela da variância dos dados. Sendo assim, podemos escrever a matriz \mathcal{A}_K , que contém apenas os K primeiros autovetores, garantindo uma recuperação parcial e não total dos dados iniciais, isto é,

$$\hat{\mathcal{F}} = \mathcal{A}_K^T\mathcal{Y}, \quad (6.5)$$

onde $\hat{\mathcal{F}}$ representa uma aproximação para os espectros da amostra, reconstruídos ou desprojetados para a base inicial, utilizando apenas os K primeiros autovetores. Os primeiros autovetores, que possuem as maiores variâncias dos dados (ou autovalores), possuem grande parte da informação dos espectros, resumindo assim os espectros das galáxias com N_λ comprimentos de onda em um único ponto num espaço com K dimensões ($K \ll N_\lambda$).

Tendo em vista esta vantagem de compressão dos espectros para apenas K componentes, podemos realizar a síntese “ajustando” o espectro observado neste espaço projetado. A principal vantagem deste método consiste num número bem menor de pontos para ajustar ($K \ll N_\lambda$), garantindo ao mesmo tempo grande parte da variância dos dados observados.

6.2 Síntese Espectral

A síntese espectral empírica consiste basicamente no ajuste do espectro observado a partir de uma combinação linear de populações estelares simples (SSPs) junto com uma atenuação do espectro devido à extinção. Esta técnica permite obter propriedades globais das galáxias, como história de formação estelar, idades e metalicidades médias e extinção através da reprodução do espectro observado. O ajuste do espectro observado pode ser escrito como a combinação linear de um conjunto de SSPs e um termo de extinção¹, isto é,

$$F_{\lambda}^{syn} = \sum_{i=1}^{N_{SSP}} x_i F_{i,\lambda}^{SSP} 10^{-0.4A_{\lambda}} = \sum_{i=1}^{N_{SSP}} x_i F_{i,\lambda}^{SSP,ext}, \quad (6.6)$$

onde x_i é a contribuição em luz da i -ésima SSP, $F_{i,\lambda}^{SSP}$ é o fluxo da i -ésima SSP em λ e o termo $10^{-0.4A_{\lambda}}$ corresponde a atenuação do espectro devido à extinção. As idades e metalicidades médias foram calculadas como descritas no capítulo 2.

A idéia de síntese espectral apresentada não consiste em determinar diretamente as contribuições do vetor de luz (x_i) mas estimar os parâmetros globais que caracterizam as populações estelares e a extinção utilizando as regiões que os espectros com certas características ocupam na projeção PCA. Através de uma projeção de espectros simulados (com características conhecidas), que ocupam regiões distintas no espaço projetado, pode-se estimar as características de espectros observados que apresentam características similares aos simulados. Espectros com características distintas projetados ocupam regiões distintas nesta projeção (ver subseção 2.3). Dadas as posições projetadas dos espectros simulados qualquer outra amostra de galáxias projetada com a mesma matriz \mathcal{A}_K , é possível estimar as propriedades destas galáxias baseando-se nas posições que ocupam nesta projeção. Este método de síntese espectral consiste inicialmente em projetar uma amostra representativa de espectros simulados (equação 6.5) sem ruído, com idades, metalicidades e extinção conhecidas. Deste modo podemos associar regiões no espaço projetado à galáxias com características diferentes. É importante utilizar uma amostra simulada abrangente em termos de características espectrais para assim cobrir grande parte das combinações possíveis dos parâmetros das populações estelares e extinção. Tendo uma vez esta amostra simulada

¹ Não levamos em consideração a dispersão de velocidades presente nos espectros galácticos observados, pois estamos tratando inicialmente de espectros simulados.

projetada, para uma outra amostra de galáxias projetada (“observada”) é possível obter tais características utilizando a mesma matriz de projeção e buscando o melhor candidato para cada galáxia observada. Para isto utilizamos a técnica do vizinho mais próximo calculando a distância entre a i -ésima galáxia da amostra “observada” e a j -ésima galáxia simulada, com características conhecidas, como

$$D_{ij} = \sqrt{\sum_{m=1}^K (Y_{i,m} - Y_{j,m})^2}. \quad (6.7)$$

Minimizando o valor de D_i , encontramos assim o melhor candidato para a i -ésima galáxia e assim suas propriedades espectrais podem ser associadas a uma galáxia da amostra inicial.

Vale a pena ressaltar que a recuperação dos parâmetros é dependente do número de componentes (K), incluindo mais informação (ou dispersão) da projeção PCA. Esta técnica pode ser explorada utilizando diferentes números de componentes de PCA e diferentes tipos de normalizações, bem como o número de galáxias simuladas. Já a estimativa do parâmetro de massa estelar requer um parâmetro adicional, a luminosidade, que não vamos considerar aqui.

6.3 Simulação de espectros

Para avaliar este método de síntese espectral realizamos uma simulação de espectros de galáxias e comparamos os resultados com o código STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005). Utilizamos SSPs de Bruzual e Charlot (2003) e a lei de extinção de Cardelli et al. (1989) para atribuir extinção aos espectros simulados. Para a amostra simulada, utilizamos 10000 espectros sem ruído adicionado, cobrindo os intervalos dos parâmetros mostrados na tabela 6.1. Para a amostra “observada”, outra amostra de espectros abrangendo os mesmos intervalos de parâmetros da tabela 6.1 foi gerada mas adicionado um ruído gaussiano aos espectros, apresentando razões sinal-ruído iguais a 15, 10 e 5. Deste modo geramos 1000 espectros para cada razão sinal-ruído, sendo ao total 3000 espectros. Para a implementação do erro ou ruído nestes espectros utilizamos o seguinte formalismo,

$$F_{noisy,\lambda} = F_{0,\lambda} \left(1 + \frac{g(\phi)}{S/N} \right), \quad (6.8)$$

onde $F_{0,\lambda}$ é o fluxo do espectro sem ruído, S/N representa a razão sinal-ruído do espectro e $g(\phi)$ uma distribuição gaussiana com média nula e desvio padrão unitário. Ambas

amostras de espectros não seguem características observacionais como a bimodalidade ou relação idade-metalicidade (veja seção 1.1). O único objetivo é avaliar a recuperação das características de entrada dos espectros observados. Com relação a extinção, decidimos utilizar o intervalo de $0 < A_V < 1.5$ pelo fato de aproximadamente 98% das galáxias do SDSS estarem neste intervalo de extinção.

Tabela 6.1 - Propriedades dos espectros simulados.

Parâmetros	Intervalo
Número de SSPs	5
Idade das SSPs	$7 < \log(t) < 10.11$
Metalicidade das SSPs	$0.4 < Z/Z_{\odot} < 2.5$
Extinção	$0 < A_V < 1.5$
Cobertura espectral	$3650\text{Å} < \lambda < 8000\text{Å}$
Amostragem	1Å

A síntese espectral é voltada para obter informações sobre as populações estelares. Logo utilizamos somente o contínuo e linhas de absorção do espectro, já que as linhas de emissão podem ser produzidas por objetos que não são de origem estelar, como regiões HII ou AGNs. Para desconsiderar tais linhas de emissão, utilizamos uma máscara para desprezar os pixels relativos às regiões das linhas, como faríamos com espectros observados. Os pixels localizados nestas regiões de linhas não são considerados na síntese com PCA, isto é, retiramos os pixels dos espectros antes da projeção. Posteriormente os espectros foram normalizados. É importante ressaltar que as amostras foram normalizadas da mesma maneira, isto é, garantimos que espectros “observados” e simulados, com características similares, ocupem a mesma região no espaço projetado. A normalização dos espectros é de fundamental importância na projeção PCA, logo exploramos este ponto usando dois tipos diferentes de normalização: N1) Dividir todos os pixels de cada espectro pelo fluxo médio calculado na janela espectral 4010Å-4060Å e subtrair os fluxos pelo valor médio, $\mathcal{F}_i := \mathcal{F}_i - \mu_i$ (como mostrado em Ronen et al., 1999)). Realizar a normalização na janela 4010Å-4060Å e posteriormente normalizar cada pixel da amostra com média nula e desvio padrão unitário em cada pixel ($\mathcal{F}_i := (\mathcal{F}_i - \mu_i)/\sigma_i$). Nestas normalizações, os mesmos vetores de média e desvio padrão calculados para a amostra inicial (simulada) de espectros

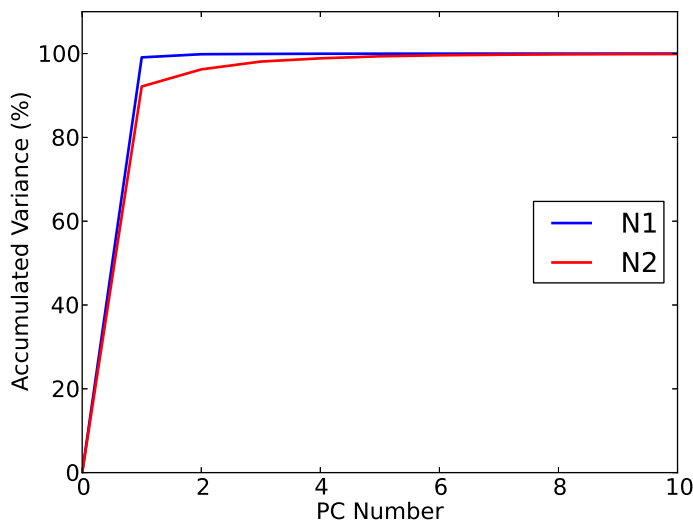


Figura 6.1: Variância acumulada das projeções PCA utilizando as normalizações N1 e N2.

são utilizados para a segunda amostra (“observada”), garantindo assim que se existir um mesmo espectro em ambas amostras, ocupará a mesma posição no espaço projetado. Caso contrário os espectros das amostras não seriam comparáveis no espaço projetado.

Para realizarmos a síntese de comparação com o código STARLIGHT, utilizamos uma base espectral de 54 SSPs (18 idades e 3 metalicidades), cobrindo os mesmos intervalos de idade e metalicidade das SSPs de entrada da simulação dos espectros. Esta base espectral utilizada consiste basicamente na base utilizada anteriormente (descrita em 3.6), mas truncada para os intervalos de idade e metalicidade descritos na tabela 6.1. A mesma máscara espectral foi utilizada de modo a prover as mesmas condições para os dois métodos na recuperação das características espectrais. Realizamos então a síntese espectral pela técnica do vizinho mais próximo para as amostras de galáxias com $S/N = 15, 10$ e 5 considerando o número de componentes principais de 2 até 10. Obtivemos assim as idades e metalicidades ponderadas pela luz e o parâmetro de extinção utilizando ambos os métodos. Utilizamos os parâmetros ponderados pela luz por serem mais diretamente medidos a partir dos espectros. A figura 6.3 mostra os autovalores acumulados para a projeção PCA das duas normalizações. Podemos notar que a normalização N1 apresenta uma maior concentração da variância nos primeiros vetores que a normalização N2, entretanto ambas convergem rapidamente.

Para avaliarmos a síntese espectral comparamos os parâmetros de entrada dos espectros simulados com os parâmetros recuperados usando ambos os códigos (calculando o viés), calculando a média e o desvio padrão do parâmetro de saída menos o parâmetro de entrada de cada parâmetro ($\mu \pm \sigma$). As tabelas 6.2 e 6.3 mostram os resultados obtidos utilizando a técnica de PCA para as idades e metalicidades ponderadas pela luz, além do parâmetro de extinção, para as normalizações N1 e N2, respectivamente. Já a tabela 6.4 mostra os resultados da recuperação dos parâmetros utilizando o código STARLIGHT. Podemos notar que os resultados utilizando o código STARLIGHT apresentaram menores dispersões que os resultados com a técnica de PCA, considerando as duas normalizações. Primeiramente podemos notar que a dispersão entre entrada e saída é maior para razões S/N menores, o que já era esperado. As barras que representam a dispersão dos resultados diminuem à medida que o número de componentes aumenta. Isto acontece porque mais informação é adicionada à medida que consideramos mais componentes. Como exemplo a figura 6.2 mostra como o viés varia para os parâmetros de $\langle \log(t) \rangle_L$, $\log \langle Z \rangle_L$ e A_V , considerando uma razão sinal-ruído igual a 15. De maneira geral, é notável que o número de componentes necessário para a síntese precisa ser até 10 componentes principais. Os resultados obtidos com a técnica de PCA não apresentaram a mesma precisão quando utilizando o STARLIGHT.

Tabela 6.2 - Viés calculado da síntese espectral com a normalização N1, utilizando a técnica de PCA para cada razão S/N e número de componentes principais (K), para os parâmetros de idade e metalicidade ponderada pela luz e extinção.

K	S/N	$\langle \log(t) \rangle_L$	$\log \langle Z \rangle_L$	A_V
2	15	0.00 ± 0.26	0.00 ± 0.29	0.01 ± 0.38
2	10	0.01 ± 0.25	-0.00 ± 0.29	-0.00 ± 0.39
2	5	0.01 ± 0.27	0.01 ± 0.29	-0.01 ± 0.38
3	15	0.00 ± 0.23	0.00 ± 0.27	0.00 ± 0.27
3	10	0.01 ± 0.23	0.00 ± 0.27	-0.01 ± 0.27
3	5	-0.00 ± 0.25	0.01 ± 0.27	0.01 ± 0.30
4	15	0.01 ± 0.20	-0.00 ± 0.23	0.01 ± 0.19
4	10	0.01 ± 0.20	-0.01 ± 0.23	0.01 ± 0.19
4	5	-0.00 ± 0.22	0.02 ± 0.22	0.01 ± 0.22
5	15	-0.00 ± 0.20	-0.00 ± 0.23	0.02 ± 0.20
5	10	0.00 ± 0.20	-0.00 ± 0.23	0.01 ± 0.19
5	5	0.00 ± 0.23	0.01 ± 0.23	0.00 ± 0.23

Continua na próxima página. . .

Tabela 6.2 - Continuação

K	S/N	$\langle \log(t) \rangle_L$	$\log \langle Z \rangle_L$	A_V
6	15	-0.00 ± 0.18	0.00 ± 0.22	0.02 ± 0.18
6	10	0.00 ± 0.19	-0.00 ± 0.23	0.01 ± 0.18
6	5	0.00 ± 0.20	0.01 ± 0.23	0.00 ± 0.21
7	15	-0.00 ± 0.18	0.00 ± 0.21	0.02 ± 0.15
7	10	0.01 ± 0.18	-0.01 ± 0.22	0.01 ± 0.16
7	5	-0.00 ± 0.20	0.01 ± 0.23	-0.00 ± 0.20
8	15	0.00 ± 0.18	-0.00 ± 0.21	0.02 ± 0.15
8	10	-0.00 ± 0.19	-0.00 ± 0.22	0.01 ± 0.16
8	5	-0.00 ± 0.20	0.01 ± 0.22	-0.00 ± 0.19
9	15	0.00 ± 0.17	-0.00 ± 0.21	0.01 ± 0.15
9	10	-0.00 ± 0.18	-0.00 ± 0.21	0.01 ± 0.15
9	5	0.00 ± 0.20	0.01 ± 0.22	-0.00 ± 0.19
10	15	-0.00 ± 0.17	-0.00 ± 0.20	0.02 ± 0.15
10	10	-0.00 ± 0.18	0.00 ± 0.21	0.01 ± 0.15
10	5	0.00 ± 0.19	0.01 ± 0.22	0.00 ± 0.19

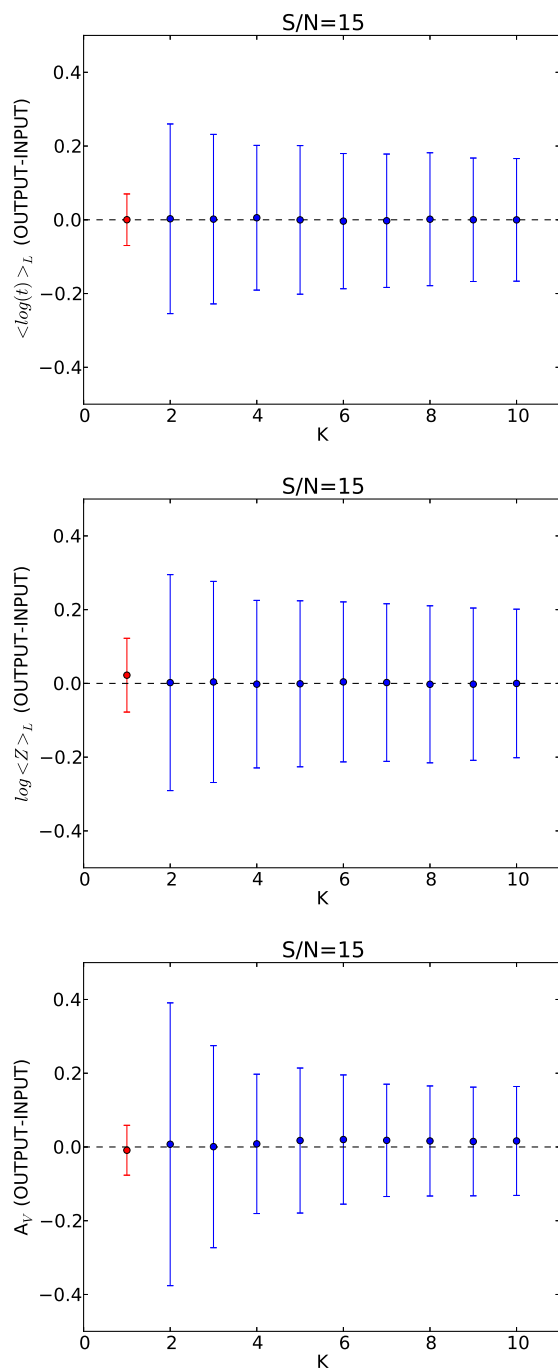


Figura 6.2: Viés dos parâmetros de síntese utilizando a normalização N1 em função do número de componentes. Acima: Viés da idade ponderada pela luz ($\langle \log(t) \rangle_L$) em função do número de componentes, de 2 até 10 para S/N=15 (em azul). Ao centro: Viés da metalicidade ponderada pela luz ($\log \langle Z \rangle_L$). Abaixo: Viés do parâmetro de extinção (A_V). Os vieses obtidos com o STARLIGHT são representados em vermelho na posição de K=1.

Tabela 6.3 - Viés calculado da síntese espectral com a normalização N2, utilizando a técnica de PCA para cada razão S/N e número de componentes principais (K), para os parâmetros de idade e metalicidade ponderada pela luz e extinção.

K	S/N	$\langle \log(t) \rangle_L$	$\log \langle Z \rangle_L$	A_V
2	15	-0.01 ± 0.33	0.00 ± 0.30	0.03 ± 0.50
2	10	-0.02 ± 0.35	0.00 ± 0.30	0.03 ± 0.51
2	5	-0.02 ± 0.36	0.01 ± 0.30	0.01 ± 0.53
3	15	0.01 ± 0.21	-0.01 ± 0.30	-0.01 ± 0.24
3	10	-0.00 ± 0.22	0.00 ± 0.29	-0.00 ± 0.28
3	5	-0.01 ± 0.28	0.02 ± 0.31	-0.02 ± 0.36
4	15	0.01 ± 0.21	-0.00 ± 0.29	-0.01 ± 0.23
4	10	-0.00 ± 0.22	0.01 ± 0.30	-0.01 ± 0.27
4	5	0.01 ± 0.28	0.01 ± 0.31	-0.03 ± 0.37
5	15	0.01 ± 0.20	0.00 ± 0.28	-0.01 ± 0.21
5	10	0.01 ± 0.21	0.00 ± 0.28	-0.01 ± 0.26
5	5	0.02 ± 0.28	0.02 ± 0.31	-0.05 ± 0.39
6	15	0.00 ± 0.20	-0.01 ± 0.27	-0.01 ± 0.20
6	10	-0.01 ± 0.23	-0.01 ± 0.29	-0.01 ± 0.26
6	5	0.01 ± 0.28	0.00 ± 0.29	-0.04 ± 0.39
7	15	0.01 ± 0.17	-0.01 ± 0.25	-0.01 ± 0.19
7	10	0.01 ± 0.20	-0.01 ± 0.28	-0.01 ± 0.24
7	5	0.04 ± 0.27	-0.03 ± 0.30	-0.05 ± 0.38
8	15	0.01 ± 0.17	-0.00 ± 0.25	-0.01 ± 0.19
8	10	0.01 ± 0.20	-0.02 ± 0.27	-0.01 ± 0.24
8	5	0.04 ± 0.28	-0.02 ± 0.30	-0.04 ± 0.38
9	15	0.01 ± 0.17	-0.01 ± 0.24	-0.01 ± 0.19
9	10	0.01 ± 0.20	-0.01 ± 0.26	-0.00 ± 0.24
9	5	0.04 ± 0.27	-0.01 ± 0.29	-0.05 ± 0.37
10	15	0.01 ± 0.17	-0.01 ± 0.24	-0.00 ± 0.19
10	10	0.01 ± 0.21	-0.02 ± 0.27	-0.00 ± 0.25
10	5	0.03 ± 0.28	-0.02 ± 0.30	-0.04 ± 0.38

Tabela 6.4 - Síntese espectral com o STARLIGHT dos espectros simulados.

S/N	$\langle \log(t) \rangle_L$	$\log \langle Z \rangle_L$	A_V
15	0.00 ± 0.07	0.02 ± 0.10	-0.01 ± 0.07
10	-0.01 ± 0.08	0.03 ± 0.11	0.00 ± 0.08
5	-0.01 ± 0.11	0.03 ± 0.14	0.01 ± 0.11

6.4 Discussão

O código apresentado possui como objetivo principal a síntese espectral utilizando, como método de compressão da informação, a técnica de Análise de Componentes Principais. Com esta técnica, cada objeto que é descrito por milhares de pixels em comprimento de onda, tem grande parte da informação comprimida em apenas alguns autovetores no espaço projetado. Passando de milhares para alguns pontos no espaço de parâmetros o tempo computacional decresce consideravelmente, sendo uma vantagem interessante na utilização deste método. Notamos que para reconstruir os espectros projetados é necessário em torno das 5 ou 6 primeiras componentes principais. Utilizamos duas normalizações de espectros, a primeira com média nula dos pixels e a segunda com média nula e desvio padrão unitário e comparamos os resultados. Observando a tabela 6.2 com os resultados da primeira normalização (N1), notamos os resultados das primeiras componentes ($K < 7-8$) apresentam vieses similares para diferentes razões S/N. Isto pode ser explicado pela exclusão de grande parte do ruído considerando apenas as primeiras componentes. À medida que as demais componentes são adicionadas na análise, podemos notar que existe uma diferenciação com relação a razão S/N. Também notamos que os diferentes parâmetros precisam de diferentes números de componentes para obter um viés estável com o número de componentes. Estes parâmetros representam características diferentes nos espectros. Por exemplo, espectros com diferentes idades possuem uma diferenciação muito maior (mudando o formato do espectro) e a metalicidade atuando apenas com diferenças menores nos espectros. Como resultado, estes parâmetros precisam de diferentes números de componentes para chegarmos a valores de vieses estáveis, contendo a informação necessária para a recuperação dos parâmetros, mas tipicamente entre 5 e 6

componentes principais são suficientes. Esta técnica de síntese espectral apresentou vieses maiores na recuperação dos parâmetros quando comparados ao STARLIGHT. Entretanto, foram utilizados apenas 10,000 espectros na amostra inicial (simulada). Este valor pode ser aumentado, levando a uma maior precisão devido a maior resolução em um algoritmo como o do vizinho mais próximo. Além do mais, poderemos melhorar a qualidade da síntese com PCA usando técnicas mais sofisticadas que o vizinho mais próximo, como a Regressão Ponderada (Abdalla et al., 2008). Comparando os resultados da síntese utilizando as normalizações N1 e N2, podemos observar que os vieses foram comparativamente menores quando utilizamos a normalização N1. Comparando as duas normalizações de espectros, a segunda normalização restringe a variância de todos os pixels para um valor unitário, diferentemente da primeira normalização que restringe somente a média do pixel como nula. O fato de restringir o desvio padrão como unitário pode resultar numa perda de informação de cada pixel dos espectros e assim a síntese pode ser comprometida. Sendo assim a normalização N2 pode não ser a melhor escolha para a projeção utilizando a técnica de PCA para a síntese espectral, como apresentado neste capítulo. Também a normalização N2 mostrou uma sensibilidade maior com relação a razão S/N, quando comparada aos resultados da normalização N1.

Uma desvantagem deste método consiste na síntese espectral de grandes amostras. Todos os espectros da amostra precisam ser armazenados na memória RAM do computador/cluster para a decomposição da amostra em componentes PCA. Devido à limitação computacional de memória dos computadores e clusters, uma amostra realmente grande seria um volume grande demais para computadores pessoais, precisando partir para clusters com alta performance e memória RAM disponível. Atualmente a utilização de computadores com grandes números de processadores se tornando mais comum, pode não ser um problema. Também, é bem conhecido que a técnica de PCA é sensível a *outliers*, logo algum espectro que apresente um pixel ruim e não seja identificado pelas *flags*, pode implicar numa projeção que dificulte a síntese espectral com poucos autovetores. O número de autovetores necessários para realizar a síntese espectral também pode ser um valor a ser definido. Como podemos ver na figura 6.2, existe um número de autovetores para que além deste, a síntese atinge uma precisão assintótica, sendo este da ordem de 5. Também o código apresentado não utiliza o vetor de erro no seu ajuste, diferente do STARLIGHT,

desprezando assim a informação contida nestes pixels.

Uma vantagem deste código é o tempo computacional: mesmo para $K=10$ a síntese espectral leva apenas 0.2 segundo por espectro num processador Xeon 8 E7-8837 2.66 GHz/24MB cache. O uso de um número pequeno de variáveis implica em um método extremamente rápido em termos computacionais, o que pode torná-lo competitivo para a análise de grandes levantamentos.

Conclusões e Perspectivas

O objetivo desta tese consistiu no estudo da evolução de galáxias através de diversos métodos e ferramentas, como síntese espectral e diagramas de diagnóstico, levando a diferentes enfoques. Fizemos estudos associados a estruturas em grande escala que permitem considerar o ambiente e a massa estelar na evolução de galáxias. Um novo método de síntese espectral também foi proposto e pode representar mais uma ferramenta no estudo extragaláctico.

Primeiramente estudamos superaglomerados de galáxias e as populações estelares das galáxias que formam estas estruturas. Identificamos os superaglomerados utilizando o método de campo de densidades, corrigindo pelo efeito de colisão de fibras. Obtivemos propriedades gerais destas estruturas, como riqueza, luminosidade total, densidade média, além da morfologia, utilizando 120,026 galáxias no intervalo de $0.04 < z < 0.155$. Realizamos a síntese espectral das galáxias pertencentes aos superaglomerados e calculamos para cada estrutura idades e metalicidades medianas. Notamos uma fraca correlação, mas estatisticamente consistente, entre a idade mediana e a riqueza ou luminosidade total e densidade destas estruturas. Uma ausência de superaglomerados ricos e com valores medianos de idades relativamente jovens foi observado, entretanto uma análise estatística mostrou que este fato não é devido a um efeito observacional. Também notamos que superaglomerados mais ricos tendem a possuir aglomerados mais ricos. Para avaliarmos o ambiente de aglomerados, calculamos os perfis de idade e metalicidade destes objetos em superaglomerados com diferentes morfologias. Não notamos qualquer distinção entre os perfis de aglomerados de galáxias em superaglomerados classificados como filamentos ou panquecas e o raio de influência é de até $8h^{-1}\text{Mpc}$ do centro destes objetos. Diversos autores confir-

mam a afirmação que superaglomerados classificados como filamentos são, em geral, mais rico e luminosos (Costa-Duarte et al., 2011; Einasto et al., 2011; Luparello et al., 2011) e que possuem uma população estelar mais velha (Costa-Duarte et al., 2013; Einasto et al., 2014). Tanto Einasto et al. (2014) quanto nosso trabalho apontam na mesma direção, indicando que estruturas mais ricas possuem populações mais velhas, isto é, estas estruturas possuem regiões mais densas e assim seus ambientes proporcionam uma evolução mais rápida das galáxias. Particularmente, o raio de ação é local, e não global como defendido por Einasto et al. (2014). Um superaglomerado rico, com aproximadamente $100h^{-1}\text{Mpc}$ de extensão, não possui influência como um todo nas galáxias mas sim suas localidades de maior densidade que vão influenciar de modo direto na característica geral da estrutura.

Para uma análise da influência da massa estelar na evolução de galáxias, utilizamos a técnica de *stacking* e diagramas de diagnóstico. Extraímos uma amostra de galáxias limitada em magnitude da *Main Galaxy Sample* (Strauss et al., 2002), totalizando 574,473 objetos, sendo uma amostra abrangente já que a evolução de galáxias se dá de modo dependente da massa estelar e redshift. Fizemos uma análise usando bins de massa estelar e redshift. Aplicamos a técnica de *stacking* nos diversos bins de massa e redshift e notamos claramente o efeito de *downsizing*, no qual galáxias mais massivas evoluem mais rápido e possuem uma população estelar mais velha e linhas de emissão fracas ou ausentes e galáxias menos massivas com um contínuo estelar mais jovem e com intensas linhas de emissão. Utilizamos os diagramas BPT e WHAN para estudar a evolução de galáxias. Obtivemos os fluxos e larguras equivalentes das linhas de $\text{H}\beta$, $[\text{O III}] \lambda 5007$, $[\text{N II}] \lambda 6584$ e $\text{H}\alpha$ com razão sinal-ruído maior que 3. Calculamos as posições de cada bin nos diagramas BPT e WHAN utilizando razões médias dos fluxos e larguras equivalentes e também usando os espectros *stacked*. Comparando os diagramas com relação aos valores médios e dos espectros *stacked* e concluimos que o estudo de evolução de galáxias através de linhas de emissão de espectros *stacked* pode ser enganosa. No diagrama BPT, notamos que galáxias com $\log(M_*) < 10-10.5$ se encontram na região classificada como de formação estelar e apresentam uma evolução em metalicidade. Já na região considerada dos núcleos ativos, galáxias classificadas como aposentadas ocupam esta mesma região. Este fato acontece por este diagrama não considerar larguras equivalentes mas apenas razões de linhas. Utilizando o diagrama WHAN, os mesmos bins classificados como núcleos ativos agora

são classificados como galáxias aposentadas. Um comportamento decrescente da largura equivalente de $H\alpha$ indica a migração de galáxias inicialmente com alta formação estelar, passando pelos AGNs e finalmente entram numa fase passiva. Podemos realizar também um censo evolutivo de acordo com a classificação dos diagramas BPT e WHAN. Considerando efeitos de seleção, notamos que os núcleos ativos dominam no diagrama BPT para $\log(M_*) > 11$ enquanto as *star forming* dominam para massas menores. No diagrama WHAN, as *star forming* dominam para massas até $\log(M_*) = 10$ enquanto as passivas e aposentadas dominam para maiores massas. Esta diferença indica a deficiência do diagrama BPT de diferenciar núcleos ativos de aposentadas. Esta massa de $\log(M_*) \simeq 10$ representa um valor de transição, passando de formação estelar para AGNs, de acordo com trabalhos anteriores (e.g. Kauffmann et al., 2003). Finalmente analisamos como as propriedades das populações estelares evoluem nestes diagramas, como idade, metalicidade e extinção. Estes resultados mostram uma evolução $SF \rightarrow AGN \rightarrow$ aposentadas, sendo dependente da massa estelar. Entretanto uma análise que mostrasse qualquer relação entre a supressão da formação estelar e a ignição do núcleo ativo não foi possível apenas utilizando valores representativos e médios das populações estelares.

Finalmente apresentamos um projeto ainda em andamento que usa a técnica de Análise de Componentes Principais (PCA) para realizar a síntese espectral. A técnica de PCA tem a propriedade de comprimir a informação de um espectro em apenas poucos autovetores. Podemos utilizar esta técnica para realizar a síntese espectral de galáxias de modo rápido, levando em conta esta compressão. A síntese espectral com PCA baseia-se em identificar cada espectro da amostra teste com os simulados utilizando o vizinho mais próximo. Assim podemos avaliar a recuperação das propriedades dos espectros simulados e comparar com o código STARLIGHT. Inicialmente notamos que a precisão desta técnica não foi tão precisa como a do STARLIGHT. Diversos pontos podem ser aperfeiçoados utilizando esta abordagem de síntese espectral. Primeiro podemos aumentar a amostra inicial de espectros simulados. Isto aumenta a resolução do espaço projetado, conseqüentemente a precisão na determinação das propriedades dos espectros aumentará. Uma técnica de regressão ponderada (Abdalla et al., 2008) também pode aumentar significativamente a precisão local deste método, ao invés de apenas procurar o vizinho mais próximo. Um tempo computacional de 0.2s por galáxia é a principal vantagem deste método. A projeção de $\sim 100,000$

galáxias simulada é necessária somente uma vez, tendo os autovetores e autovalores já calculados depois disto. Entretanto uma grande quantidade de memória RAM é necessária para a projeção de uma amostra significativamente grande, de modo que mais testes são necessários.

Referências Bibliográficas

- Abazajian K. N., Adelman-McCarthy J. K., Agüeros M. A., The Seventh Data Release of the Sloan Digital Sky Survey, *ApJS*, 2009, vol. 182, p. 543
- Abdalla F. B., Mateus A., Santos W. A., Sodré Jr. L., Ferreras I., Lahav O., Predicting spectral features in galaxy spectra from broad-band photometry, *MNRAS*, 2008, vol. 387, p. 945
- Abell G. O., The Distribution of Rich Clusters of Galaxies., *ApJS*, 1958, vol. 3, p. 211
- Abell G. O., Superclustering of galaxies. In *Confrontation of Cosmological Theories with Observational Data* , vol. 63 of IAU Symposium, 1974, p. 79
- Abell G. O., Corwin Jr. H. G., Olowin R. P., A catalog of rich clusters of galaxies, *ApJS*, 1989, vol. 70, p. 1
- Abraham R. G., Smecker-Hane T. A., Hutchings J. B., Carlberg R. G., Yee H. K. C., Ellingson E., Morris S., Oke J. B., Rigler M., Galaxy Evolution in Abell 2390, *ApJ*, 1996, vol. 471, p. 694
- Adelman-McCarthy J. K., Agüeros M. A., Allam S. S. e. a., The Sixth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey, *ApJS*, 2008, vol. 175, p. 297
- Alongi M., Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Greggio L., Nasi E., Evolutionary sequences of stellar models with semiconvection and convective overshoot. I - $Z = 0.008$, *A&AS*, 1993, vol. 97, p. 851

- Anderson L., Aubourg E., Bailey S. e. a., The clustering of galaxies in the SDSS-III Baryon Oscillation Spectroscopic Survey: baryon acoustic oscillations in the Data Release 9 spectroscopic galaxy sample, *MNRAS*, 2012, vol. 427, p. 3435
- Antonucci R., Unified models for active galactic nuclei and quasars, *ARA&A*, 1993, vol. 31, p. 473
- Arnouts S., Walcher C. J., Le Fèvre O. e. a., The SWIRE-VVDS-CFHTLS surveys: stellar mass assembly over the last 10 Gyr. Evidence for a major build up of the red sequence between $z = 2$ and $z = 1$, *A&A*, 2007, vol. 476, p. 137
- Bade N., Fink H. H., Engels D. e. a., AGN from the ROSAT all-sky survey., *A&AS*, 1995, vol. 110, p. 469
- Bahcall J. N., Joss P. C., Is the local supercluster a physical association, *ApJ*, 1976, vol. 203, p. 23
- Bahcall N. A., Soneira R. M., A supercluster catalog, *ApJ*, 1984, vol. 277, p. 27
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects, *PASP*, 1981, vol. 93, p. 5
- Balogh M. L., Baldry I. K., Nichol R., Miller C., Bower R., Glazebrook K., The Bimodal Galaxy Color Distribution: Dependence on Luminosity and Environment, *ApJ*, 2004, vol. 615, p. L101
- Balogh M. L., Morris S. L., Yee H. K. C., Carlberg R. G., Ellingson E., Differential Galaxy Evolution in Cluster and Field Galaxies at $z \sim 0.3$, *ApJ*, 1999, vol. 527, p. 54
- Basilakos S., Shape statistics of Sloan Digital Sky Survey superclusters, *MNRAS*, 2003, vol. 344, p. 602
- Basilakos S., Plionis M., Rowan-Robinson M., PSCz superclusters: detection, shapes and cosmological implications, *MNRAS*, 2001, vol. 323, p. 47
- Bell E. F., Wolf C., Meisenheimer K., Rix H.-W. e. a., Nearly 5000 Distant Early-Type Galaxies in COMBO-17: A Red Sequence and Its Evolution since $z \sim 1$, *ApJ*, 2004, vol. 608, p. 752

- Best P. N., Kauffmann G., Heckman T. M., Brinchmann J., Charlot S., Ivezić Ž., White S. D. M., The host galaxies of radio-loud active galactic nuclei: mass dependences, gas cooling and active galactic nuclei feedback, *MNRAS*, 2005, vol. 362, p. 25
- Bianchi L., GALEX Team The Galaxy Evolution Explorer (GALEX): an All Sky Ultraviolet Survey, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 1999, vol. 70, p. 365
- Bicknell G. V., Sutherland R. S., van Breugel W. J. M., Dopita M. A., Dey A., Miley G. K., Jet-induced Emission-Line Nebulosity and Star Formation in the High-Redshift Radio Galaxy 4C 41.17, *ApJ*, 2000, vol. 540, p. 678
- Binette L., Magris C. G., Stasińska G., Bruzual A. G., Photoionization in elliptical galaxies by old stars, *A&A*, 1994, vol. 292, p. 13
- Blanton M. R., Roweis S., K-Corrections and Filter Transformations in the Ultraviolet, Optical, and Near-Infrared, *AJ*, 2007, vol. 133, p. 734
- Blumenthal G. R., Faber S. M., Primack J. R., Rees M. J., Formation of galaxies and large-scale structure with cold dark matter, *Nature*, 1984, vol. 311, p. 517
- Boyle B. J., Griffiths R. E., Shanks T., Stewart G. C., Georgantopoulos I., A deep ROSAT survey. I - The QSO X-ray luminosity function, *MNRAS*, 1993, vol. 260, p. 49
- Brandt W. N., Alexander D. M., Hornschemeier A. E. e. a., The Chandra Deep Field North Survey. V. 1 Ms Source Catalogs, *AJ*, 2001, vol. 122, p. 2810
- Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., Tremonti C., Kauffmann G., Heckman T., Brinkmann J., The physical properties of star-forming galaxies in the low-redshift Universe, *MNRAS*, 2004, vol. 351, p. 1151
- Brough S., Croom S., Sharp R. e. a., Galaxy And Mass Assembly: resolving the role of environment in galaxy evolution, *MNRAS*, 2013, vol. 435, p. 2903
- Bruzual G., Charlot S., Stellar population synthesis at the resolution of 2003, *MNRAS*, 2003, vol. 344, p. 1000
- Budavári T., Szalay A. S., Connolly A. J., Csabai I., Dickinson M., Creating Spectral Templates from Multicolor Redshift Surveys, *AJ*, 2000, vol. 120, p. 1588

- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction, *ApJ*, 1989, vol. 345, p. 245
- Chabrier G., Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function, *PASP*, 2003, vol. 115, p. 763
- Chen Y.-M., Kauffmann G., Tremonti C. A., White S., Heckman T. M., Kovač K., Bundy K., Chisholm J., Maraston C., Schneider D. P., Bolton A. S., Weaver B. A., Brinkmann J., Evolution of the most massive galaxies to $z=0.6$ - I. A new method for physical parameter estimation, *MNRAS*, 2012, vol. 421, p. 314
- Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method, *MNRAS*, 2005, vol. 358, p. 363
- Cid Fernandes R., Stasińska G., Mateus A., Vale Asari N., A comprehensive classification of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: how to tell true from fake AGN?, *MNRAS*, 2011, vol. 413, p. 1687
- Cid Fernandes R., Stasińska G., Schlickmann M. S., Mateus A., Vale Asari N., Schoenell W., Sodré L., Alternative diagnostic diagrams and the ‘forgotten’ population of weak line galaxies in the SDSS, *MNRAS*, 2010, vol. 403, p. 1036
- Coelho P., Barbuy B., Meléndez J., Schiavon R. P., Castilho B. V., A library of high resolution synthetic stellar spectra from 300 nm to 1.8 μm with solar and α -enhanced composition, *A&A*, 2005, vol. 443, p. 735
- Colless M., Dalton G., Maddox S., The 2dF Galaxy Redshift Survey: spectra and redshifts, *MNRAS*, 2001, vol. 328, p. 1039
- Comastri A., Brusa M., Ciliegi P. e. a., On the nature of X-ray Bright Optically Normal galaxies, *ArXiv Astrophysics e-prints*, 2002
- Connolly A. J., Szalay A. S., Bershadsky M. A., Kinney A. L., Calzetti D., Spectral Classification of Galaxies: an Orthogonal Approach, *AJ*, 1995, vol. 110, p. 1071

-
- Conroy C., Gunn J. E., White M., The Propagation of Uncertainties in Stellar Population Synthesis Modeling. I. The Relevance of Uncertain Aspects of Stellar Evolution and the Initial Mass Function to the Derived Physical Properties of Galaxies, *ApJ*, 2009, vol. 699, p. 486
- Conroy C., White M., Gunn J. E., The Propagation of Uncertainties in Stellar Population Synthesis Modeling. II. The Challenge of Comparing Galaxy Evolution Models to Observations, *ApJ*, 2010, vol. 708, p. 58
- Conselice C. J., Early and Rapid Merging as a Formation Mechanism of Massive Galaxies: Empirical Constraints, *ApJ*, 2006, vol. 638, p. 686
- Conselice C. J., Galaxy Mergers and Interactions at High Redshift. In *IAU Symposium*, vol. 235 of *IAU Symposium*, 2007, p. 381
- Cooper M. C., Newman J. A., Weiner B. J. e. a., The DEEP2 Galaxy Redshift Survey: the role of galaxy environment in the cosmic star formation history, *MNRAS*, 2008, vol. 383, p. 1058
- Costa-Duarte M. V., Sodré L., Durret F., Stellar populations in superclusters of galaxies, *MNRAS*, 2013, vol. 428, p. 906
- Costa-Duarte M. V., Sodré Jr L., Durret F., Morphological properties of superclusters of galaxies, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2011, vol. 411, p. 1716
- Cowie L. L., Songaila A., Hu E. M., Cohen J. G., New Insight on Galaxy Formation and Evolution From Keck Spectroscopy of the Hawaii Deep Fields, *AJ*, 1996, vol. 112, p. 839
- Croton D. J., Springel V., White S. D. M., De Lucia G., Frenk C. S., Gao L., Jenkins A., Kauffmann G., Navarro J. F., Yoshida N., The many lives of active galactic nuclei: cooling flows, black holes and the luminosities and colours of galaxies, *MNRAS*, 2006, vol. 365, p. 11
- Davis M., Peebles P. J. E., A survey of galaxy redshifts. V - The two-point position and velocity correlations, *ApJ*, 1983, vol. 267, p. 465
- de Vaucouleurs G., Evidence for a local supergalaxy, *AJ*, 1953, vol. 58, p. 30

- de Vaucouleurs G., The Local Supercluster of Galaxies, *Nature*, 1958, vol. 182, p. 1478
- Dickinson M., Bergeron J., Casertano S. e. a., Great Observatories Origins Deep Survey (GOODS) Validation Observations, Spitzer Proposal, 2003, p. 196
- Dressler A., Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies, *ApJ*, 1980, vol. 236, p. 351
- Driver S. P., Popescu C. C., Tuffs R. J., Liske J., Graham A. W., Allen P. D., de Propris R., The Millennium Galaxy Catalogue: the B-band attenuation of bulge and disc light and the implied cosmic dust and stellar mass densities, *MNRAS*, 2007, vol. 379, p. 1022
- Efstathiou G., Sutherland W. J., Maddox S. J., The cosmological constant and cold dark matter, *Nature*, 1990, vol. 348, p. 705
- Einasto J., Einasto M., Saar E., Tago E., Liivamägi L. J., Jõeveer M., Suhhonenko I., Hütsi G., Jaaniste J., Heinämäki P., Müller V., Knebe A., Tucker D., Superclusters of galaxies from the 2dF redshift survey. II. Comparison with simulations, *A&A*, 2007b, vol. 462, p. 397
- Einasto J., Einasto M., Tago E., Saar E., Hütsi G., Jõeveer M., Liivamägi L. J., Suhhonenko I., Jaaniste J., Heinämäki P., Müller V., Knebe A., Tucker D., Superclusters of galaxies from the 2dF redshift survey. I. The catalogue, *A&A*, 2007a, vol. 462, p. 811
- Einasto J., Hütsi G., Einasto M., Saar E., Tucker D. L., Müller V., Heinämäki P., Allam S. S., Clusters and superclusters in the Sloan Digital Sky Survey, *A&A*, 2003, vol. 405, p. 425
- Einasto J., Jõeveer M., Structure of the Galaxy., *Zemlia i Vselennaia*, 1978, vol. 6, p. 30
- Einasto M., Einasto J., Tago E., Saar E., Liivamägi L. J., Jõeveer M., Hütsi G., Heinämäki P., Müller V., Tucker D., Superclusters of galaxies in the 2dF redshift survey. III. The properties of galaxies in superclusters, *A&A*, 2007c, vol. 464, p. 815
- Einasto M., Lietzen H., Tempel E., Gramann M., Liivamägi L. J., Einasto J., SDSS superclusters: morphology and galaxy content, *A&A*, 2014, vol. 562, p. A87

- Einasto M., Liivamägi L. J., Tago E., Saar E., Tempel E., Einasto J., Martínez V. J., Heinämäki P., SDSS DR7 superclusters. Morphology, *A&A*, 2011, vol. 532, p. A5
- Einasto M., Liivamägi L. J., Tempel E., Saar E., Vennik J., Nurmi P., Gramann M., Einasto J., Tago E., Heinämäki P., Ahvensalmi A., Martínez V. J., Multimodality of rich clusters from the SDSS DR8 within the supercluster-void network, *A&A*, 2012, vol. 542, p. A36
- Elbaz D., Daddi E., Le Borgne D., Dickinson M., Alexander D. M., Chary R.-R., Starck J.-L., Brandt W. N., Kitzbichler M., MacDonald E., Nonino M., Popesso P., Stern D., Vanzella E., The reversal of the star formation-density relation in the distant universe, *A&A*, 2007, vol. 468, p. 33
- Elvis M., Schreier E. J., Tonry J. e. a., Two optically dull galaxies with strong nuclear X-ray sources, *ApJ*, 1981, vol. 246, p. 20
- Faber S. M., Quadratic programming applied to the problem of galaxy population synthesis., *A&A*, 1972, vol. 20, p. 361
- Faber S. M., Willmer C. N. A., Wolf C. e. a., Galaxy Luminosity Functions to $z \sim 1$ from DEEP2 and COMBO-17: Implications for Red Galaxy Formation, *ApJ*, 2007, vol. 665, p. 265
- Fabian A. C., Observational Evidence of Active Galactic Nuclei Feedback, *ARA&A*, 2012, vol. 50, p. 455
- Fioc M., Rocca-Volmerange B., PEGASE.2, a metallicity-consistent spectral evolution model of galaxies: the documentation and the code, *ArXiv Astrophysics e-prints*, 1999
- Francis P. J., Hewett P. C., Foltz C. B., Chaffee F. H., An objective classification scheme for QSO spectra, *ApJ*, 1992, vol. 398, p. 476
- Gaibler V., Khochfar S., Krause M., Silk J., Jet-induced star formation in gas-rich galaxies, *MNRAS*, 2012, vol. 425, p. 438
- Gay C., Pichon C., Le Borgne D., Teyssier R., Sousbie T., Devriendt J., On the filamentary environment of galaxies, *MNRAS*, 2010, vol. 404, p. 1801

- Gebhardt K., Bender R., Bower G., A Relationship between Nuclear Black Hole Mass and Galaxy Velocity Dispersion, *ApJ*, 2000, vol. 539, p. L13
- Girardi L., Bressan A., Chiosi C., Bertelli G., Nasi E., Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. VI. $Z=0.0001$., *A&AS*, 1996, vol. 117, p. 113
- Glazebrook K., Offer A. R., Deeley K., Automatic Redshift Determination by Use of Principal Component Analysis. I. Fundamentals, *ApJ*, 1998, vol. 492, p. 98
- Gnedin O. Y., Tidal Effects in Clusters of Galaxies, *ApJ*, 2003, vol. 582, p. 141
- Goto T., Okamura S., Sekiguchi M., Bernardi M., Brinkmann J., Gómez P. L., Harvanek M., Kleinman S. J., Krzesinski J., Long D., Loveday J., Miller C. J., Neilsen E. H., Newman P. R., Nitta A., Sheth R. K., Snedden S. A., Yamauchi C., The Environment of Passive Spiral Galaxies in the SDSS, *PASJ*, 2003, vol. 55, p. 757
- Gottloeber S., Yepes G., Wagner C., Sevilla R., The MareNostrum Universe, *ArXiv Astrophysics e-prints*, 2006
- Groves B. A., Heckman T. M., Kauffmann G., Emission-line diagnostics of low-metallicity active galactic nuclei, *MNRAS*, 2006, vol. 371, p. 1559
- Gunawardhana M. L. P., Hopkins A. M., Gama Team Galaxy And Mass Assembly: The Star Formation Rate Dependence of the Stellar Initial Mass Function. In *UP2010: Have Observations Revealed a Variable Upper End of the Initial Mass Function?* , vol. 440 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 2011, p. 299
- Gunn J. E., Carr M., Rockosi C., Sekiguchi M., Berry K., Elms B., de Haas E., Ivezić Ž., Knapp G., Lupton R., Pauls The Sloan Digital Sky Survey Photometric Camera, *AJ*, 1998, vol. 116, p. 3040
- Gunn J. E., Gott J. R. I., On the Infall of Matter Into Clusters of Galaxies and Some Effects on Their Evolution, *ApJ*, 1972, vol. 176, p. 1
- Haehnelt M. G., Madau P., Kudritzki R., Haardt F., An Ionizing Ultraviolet Background Dominated by Massive Stars, *ApJ*, 2001, vol. 549, p. L151

-
- Heckman T. M., An optical and radio survey of the nuclei of bright galaxies - Activity in normal galactic nuclei, *A&A*, 1980, vol. 87, p. 152
- Hogg D. W., Distance measures in cosmology, *ArXiv Astrophysics e-prints*, 1999
- Hubble E. P., *Realm of the Nebulae*, 1936
- Huchra J., Davis M., Latham D., Tonry J., A survey of galaxy redshifts. IV - The data, *ApJS*, 1983, vol. 52, p. 89
- Ilbert O., Salvato M., Le Floc'h E. e. a., Galaxy Stellar Mass Assembly Between $0.2 < z < 2$ from the S-COSMOS Survey, *ApJ*, 2010, vol. 709, p. 644
- Izotov Y. I., Noeske K. G., Guseva N. G. e. a., Discovery of the high-ionization emission line [Ne V] $\lambda 3426$ in the blue compact dwarf galaxy Tol 1214-277, *A&A*, 2004, vol. 415, p. L27
- Juneau S., Dickinson M., Alexander D. M., Salim S., A New Diagnostic of Active Galactic Nuclei: Revealing Highly Absorbed Systems at Redshift >0.3 , *ApJ*, 2011, vol. 736, p. 104
- Kauffmann G., Heckman T. M., Tremonti C. e. a., The host galaxies of active galactic nuclei, *MNRAS*, 2003, vol. 346, p. 1055
- Kauffmann G., Heckman T. M., White S. D. M. e. a., Stellar masses and star formation histories for 10^5 galaxies from the Sloan Digital Sky Survey, *MNRAS*, 2003a, vol. 341, p. 33
- Kauffmann G., Heckman T. M., White S. D. M. e. a., The dependence of star formation history and internal structure on stellar mass for 10^5 low-redshift galaxies, *MNRAS*, 2003b, vol. 341, p. 54
- Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., Theoretical Modeling of Starburst Galaxies, *ApJ*, 2001, vol. 556, p. 121
- Kewley L. J., Groves B., Kauffmann G., Heckman T., The host galaxies and classification of active galactic nuclei, *MNRAS*, 2006, vol. 372, p. 961

- Kewley L. J., Maier C., Yabe K., Ohta K., Akiyama M., Dopita M. A., Yuan T., The Cosmic BPT Diagram: Confronting Theory with Observations, *ApJ*, 2013, vol. 774, p. L10
- Kobulnicky H. A., Kewley L. J., Metallicities of $0.3 < z < 1.0$ Galaxies in the GOODS-North Field, *ApJ*, 2004, vol. 617, p. 240
- Kodama T., Yamada T., Akiyama M. e. a., Down-sizing in galaxy formation at $z \sim 1$ in the Subaru/XMM-Newton Deep Survey (SXDS), *MNRAS*, 2004, vol. 350, p. 1005
- Koleva M., Prugniel P., Bouchard A., Wu Y., ULYSS: a full spectrum fitting package, *A&A*, 2009, vol. 501, p. 1269
- Kormendy J., Bender R., A Proposed Revision of the Hubble Sequence for Elliptical Galaxies, *ApJ*, 1996, vol. 464, p. L119
- Kovac K., Lilly S., Porciani C. e. a., Environments of the zCOSMOS galaxies. In American Astronomical Society Meeting Abstracts - 213 , vol. 41 of Bulletin of the American Astronomical Society, 2009, p. 323.03
- Kriek M., Labbé I., Conroy C., Whitaker K. E., van Dokkum P. G., Brammer G. B., Franx M., Illingworth G. D., Marchesini D., Muzzin A., Quadri R. F., Rudnick G., The Spectral Energy Distribution of Post-starburst Galaxies in the NEWFIRM Medium-band Survey: A Low Contribution from TP-AGB Stars, *ApJ*, 2010, vol. 722, p. L64
- La Barbera F., Ferreras I., Vazdekis A. e. a., SPIDER VIII - constraints on the stellar initial mass function of early-type galaxies from a variety of spectral features, *MNRAS*, 2013, vol. 433, p. 3017
- Lamareille F., Spectral classification of emission-line galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. I. An improved classification for high-redshift galaxies, *A&A*, 2010, vol. 509, p. A53
- Lara-López M. A., Bongiovanni A., Cepa J. e. a., Study of star-forming galaxies in SDSS up to redshift 0.4. II. Evolution from the fundamental parameters: mass, metallicity and star formation rate, *A&A*, 2010, vol. 519, p. A31

- Larson R. B., Tinsley B. M., Caldwell C. N., The evolution of disk galaxies and the origin of S0 galaxies, *ApJ*, 1980, vol. 237, p. 692
- Leitherer C., Schaerer D., Goldader J. D., González Delgado R. M., Robert C., Kune D. F., de Mello D. F., Devost D., Heckman T. M., Starburst99: Synthesis Models for Galaxies with Active Star Formation, *ApJS*, 1999, vol. 123, p. 3
- Lilly S. J., Le Brun V., Maier C., Mainieri V. e. a., The zCOSMOS 10k-Bright Spectroscopic Sample, *ApJS*, 2009, vol. 184, p. 218
- Luparello H., Lares M., Lambas D. G., Padilla N., Future virialized structures: an analysis of superstructures in the SDSS-DR7, *MNRAS*, 2011, vol. 415, p. 964
- Luparello H. E., Lares M., Yaryura C. Y., Paz D., Padilla N., Lambas D. G., Effects of superstructure environment on galaxy groups, *MNRAS*, 2013, vol. 432, p. 1367
- Madau P., Ferguson H. C., Dickinson M. E., Giavalisco M., Steidel C. C., Fruchter A., High-redshift galaxies in the Hubble Deep Field: colour selection and star formation history to $z \sim 4$, *MNRAS*, 1996, vol. 283, p. 1388
- Maddox S. J., Efstathiou G., Sutherland W. J., Loveday J., The APM galaxy survey. I - APM measurements and star-galaxy separation, *MNRAS*, 1990, vol. 243, p. 692
- Magorrian J., Tremaine S., Richstone D., The Demography of Massive Dark Objects in Galaxy Centers, *AJ*, 1998, vol. 115, p. 2285
- Mamon G. A., The Wide-Field DENIS Near-IR Imaging Survey and 6dF Redshift and Peculiar Velocity Surveys. In *Wide Field Surveys in Cosmology* , 1998, p. 323
- Maraston C., Evolutionary population synthesis: models, analysis of the ingredients and application to high- z galaxies, *MNRAS*, 2005, vol. 362, p. 799
- Maraston C., Nieves Colmenárez L., Bender R., Thomas D., Absorption line indices in the UV. I. Empirical and theoretical stellar population models, *A&A*, 2009, vol. 493, p. 425
- Martig M., Bournaud F., Teyssier R., Dekel A., Morphological Quenching of Star Formation: Making Early-Type Galaxies Red, *ApJ*, 2009, vol. 707, p. 250

- Martín-Navarro I., La Barbera F., Vazdekis A., Falcón-Barroso J., Ferreras I., Radial variations in the stellar initial mass function of early-type galaxies, ArXiv e-prints, 2014
- Mateus A., Sodré L., Star formation and the environment of nearby field galaxies, MNRAS, 2004, vol. 349, p. 1251
- Mateus A., Sodré L., Cid Fernandes R., Stasińska G., Schoenell W., Gomes J. M., Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - II. The bimodality of the galaxy population revisited, MNRAS, 2006, vol. 370, p. 721
- Mignoli M., Vignali C., Gilli R., Obscured AGN at $z \sim 1$ from the zCOSMOS-Bright Survey. I. Selection and optical properties of a [Ne v]-selected sample, A&A, 2013, vol. 556, p. A29
- Mihos J. C., Interactions and Mergers of Cluster Galaxies, Clusters of Galaxies: Probes of Cosmological Structure and Galaxy Evolution, 2004, p. 277
- Miller C. J., Wake D. A., Nichol R. C., Di Matteo T., The Spatial Distribution of AGNs in the Local Universe. In American Astronomical Society Meeting Abstracts , vol. 35 of Bulletin of the American Astronomical Society, 2003, p. 1310
- Moore B., Lake G., Katz N., Morphological Transformation from Galaxy Harassment, ApJ, 1998, vol. 495, p. 139
- Morton D. C., Atomic data for resonance absorption lines. I - Wavelengths longward of the Lyman limit, ApJS, 1991, vol. 77, p. 119
- Murtagh F., Heck A., eds., 1987 Multivariate Data Analysis vol. 131 of Astrophysics and Space Science Library
- Nicol M.-H., Meisenheimer K., Wolf C., Tapken C., Red-sequence Galaxies at High Redshift by the COMBO-17+4 Survey, ApJ, 2011, vol. 727, p. 51
- Ocvirk P., Pichon C., Lançon A., Thiébaud E., STECKMAP: STEllar Content and Kinematics from high resolution galactic spectra via Maximum A Posteriori, MNRAS, 2006, vol. 365, p. 74

- Oke J. B., Absolute Spectral Energy Distributions for White Dwarfs, *ApJS*, 1974, vol. 27, p. 21
- Peng Y.-j., Lilly S. J., Kovač K. e. a., Mass and Environment as Drivers of Galaxy Evolution in SDSS and zCOSMOS and the Origin of the Schechter Function, *ApJ*, 2010, vol. 721, p. 193
- Peng Y.-j., Lilly S. J., Renzini A., Carollo M., Mass and Environment as Drivers of Galaxy Evolution. II. The Quenching of Satellite Galaxies as the Origin of Environmental Effects, *ApJ*, 2012, vol. 757, p. 4
- Petrosian V., Surface brightness and evolution of galaxies, *ApJ*, 1976, vol. 209, p. L1
- Postman M., Geller M. J., The morphology-density relation - The group connection, *ApJ*, 1984, vol. 281, p. 95
- Pozzetti L., Bolzonella M., Zucca E. e. a., zCOSMOS - 10k-bright spectroscopic sample. The bimodality in the galaxy stellar mass function: exploring its evolution with redshift, *A&A*, 2010, vol. 523, p. A13
- Press W. H., Schechter P., Formation of Galaxies and Clusters of Galaxies by Self-Similar Gravitational Condensation, *ApJ*, 1974, vol. 187, p. 425
- Richstone D., Ajhar E. A., Bender R., Bower G., Dressler A., Faber S. M., Filippenko A. V., Gebhardt K., Green R., Ho L. C., Kormendy J., Lauer T. R., Magorrian J., Tremaine S., Supermassive black holes and the evolution of galaxies., *Nature*, 1998, vol. 395, p. A14
- Richstone D. O., Collisions of galaxies in dense clusters. II - Dynamical evolution of cluster galaxies, *ApJ*, 1976, vol. 204, p. 642
- Rogers B., Ferreras I., Lahav O., Bernardi M., Kaviraj S., Yi S. K., Decoding the spectra of SDSS early-type galaxies: new indicators of age and recent star formation, *MNRAS*, 2007, vol. 382, p. 750
- Rogers B., Ferreras I., Pasquali A., Bernardi M., Lahav O., Kaviraj S., The role of environment on the formation of early-type galaxies, *MNRAS*, 2010, vol. 405, p. 329

- Rola C. S., Terlevich E., Terlevich R. J., New diagnostic methods for emission-line galaxies in deep surveys, *MNRAS*, 1997, vol. 289, p. 419
- Ronen S., Aragon-Salamanca A., Lahav O., Principal component analysis of synthetic galaxy spectra, *MNRAS*, 1999, vol. 303, p. 284
- Saglia R. P., Maraston C., Thomas D., Bender R., Colless M., The Puzzlingly Small Ca II Triplet Absorption in Elliptical Galaxies, *ApJ*, 2002, vol. 579, p. L13
- Sahni V., Sathyaprakash B. S., Shandarin S. F., Shapefinders: A New Shape Diagnostic for Large-Scale Structure, *ApJ*, 1998, vol. 495, p. L5+
- Sánchez-Blázquez P., Peletier R. F., Jiménez-Vicente J., Cardiel N., Cenarro A. J., Falcón-Barroso J., Gorgas J., Selam S., Vazdekis A., Medium-resolution Isaac Newton Telescope library of empirical spectra, *MNRAS*, 2006, vol. 371, p. 703
- Sarzi M., Shields J. C., Schawinski K. e. a., The SAURON project - XVI. On the sources of ionization for the gas in elliptical and lenticular galaxies, *MNRAS*, 2010, vol. 402, p. 2187
- Saunders W., Sutherland W. J., Maddox S. J. e. a., The PSCz catalogue, *MNRAS*, 2000, vol. 317, p. 55
- Schawinski K., Urry C. M., Simmons B. D., Fortson L., Kaviraj S., Keel W. C., Lintott C. J., Masters K. L., Nichol R. C., Sarzi M., Skibba R., Treister E., Willett K. W., Wong O. I., Yi S. K., The green valley is a red herring: Galaxy Zoo reveals two evolutionary pathways towards quenching of star formation in early- and late-type galaxies, *MNRAS*, 2014, vol. 440, p. 889
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds, *ApJ*, 1998, vol. 500, p. 525
- Schlickmann M., Um Estudo Sobre Galáxias Ativas em Diagramas de Diagnóstico, UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA - Centro de Ciências Físicas e Matemáticas, 2009, Dissertação de mestrado

- Scodreggio M., Vergani D., Cucciati O. e. a., The Vimos VLT Deep Survey. Stellar mass segregation and large-scale galaxy environment in the redshift range $0.2 < z < 1.4$, *A&A*, 2009, vol. 501, p. 21
- Scoville N., Aussel H., Benson A. e. a., Large Structures and Galaxy Evolution in COSMOS at $z < 1.1$, *ApJS*, 2007, vol. 172, p. 150
- Seyfert C. K., Nuclear Emission in Spiral Nebulae., *ApJ*, 1943, vol. 97, p. 28
- Shapley H., Ames A., A survey of the external galaxies brighter than the thirteenth magnitude, *Annals of Harvard College Observatory*, 1932, vol. 88, p. 41
- Shethman S. A., Landy S. D., Oemler A., Tucker D. L., Lin H., Kirshner R. P., Schechter P. L., The Las Campanas Redshift Survey, *ApJ*, 1996, vol. 470, p. 172
- Singh R., van de Ven G., Jahnke K. e. a., The nature of LINER galaxies: Ubiquitous hot old stars and rare accreting black holes, *A&A*, 2013, vol. 558, p. A43
- Sodré L., Cuevas H., Global regularities in integrated galaxy spectra, *MNRAS*, 1997, vol. 287, p. 137
- Spinrad H., Taylor B. J., The Stellar Content of the Nuclei of Nearby Galaxies. II. a Note on NGC 4594, *ApJ*, 1972, vol. 171, p. 397
- Stasińska G., Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Asari N. V., Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - III. How to distinguish AGN hosts, *MNRAS*, 2006, vol. 371, p. 972
- Stasińska G., Mateus Jr. A., Sodré Jr. L., Szczerba R., What drives the Balmer extinction sequence in spiral galaxies?. Clues from the Sloan Digital Sky Survey, *A&A*, 2004, vol. 420, p. 475
- Stasińska G., Vale Asari N., Cid Fernandes R. e. a., Can retired galaxies mimic active galaxies? Clues from the Sloan Digital Sky Survey, *MNRAS*, 2008, vol. 391, p. L29
- Storchi-Bergmann T., Calzetti D., Kinney A. L., Ultraviolet to near-infrared spectral distributions of star-forming galaxies: Metallicity and age effects, *ApJ*, 1994, vol. 429, p. 572

- Stoughton C., Lupton R. H., Bernardi M., Blanton M. R., Sloan Digital Sky Survey: Early Data Release, *AJ*, 2002, vol. 123, p. 485
- Strateva I., Ivezić Z., Knapp G. R. e. a., Color Separation of Galaxy Types in the Sloan Digital Sky Survey Imaging Data, *AJ*, 2001, vol. 122, p. 1861
- Strauss M. A., Weinberg D. H., Lupton R. H., Narayanan V. K., Annis J., Bernardi M., Blanton M., Burles S., Spectroscopic Target Selection in the Sloan Digital Sky Survey: The Main Galaxy Sample, *AJ*, 2002, vol. 124, p. 1810
- Stryker L. L., Blue stragglers, *PASP*, 1993, vol. 105, p. 1081
- Taylor E. N., Franx M., van Dokkum P. G., Bell E. F., Brammer G. B., Rudnick G., Wuyts S., Gawiser E., Lira P., Urry C. M., Rix H.-W., The Rise of Massive Red Galaxies: The Color-Magnitude and Color-Stellar Mass Diagrams for $z_{phot} \leq 2$ from the Multiwavelength Survey by Yale-Chile, *ApJ*, 2009, vol. 694, p. 1171
- Tojeiro R., Heavens A. F., Jimenez R., Panter B., Recovering galaxy star formation and metallicity histories from spectra using VESPA, *MNRAS*, 2007, vol. 381, p. 1252
- Trouille L., Barger A. J., Tremonti C., The OPTX Project V: Identifying Distant AGNs, *ArXiv e-prints*, 2011
- Trump J. R., Impey C. D., Taniguchi Y. e. a., The Nature of Optically Dull Active Galactic Nuclei in COSMOS, *ApJ*, 2009, vol. 706, p. 797
- Tully R. B., Mould J. R., Aaronson M., A color-magnitude relation for spiral galaxies, *ApJ*, 1982, vol. 257, p. 527
- Vale Asari N., Stasińska G., Cid Fernandes R., Gomes J. M., Schlickmann M., Mateus A., Schoenell W., The evolution of the mass-metallicity relation in SDSS galaxies uncovered by astropaleontology, *MNRAS*, 2009, vol. 396, p. L71
- van Dokkum P. G., Evidence of Cosmic Evolution of the Stellar Initial Mass Function, *ApJ*, 2008, vol. 674, p. 29
- van Dokkum P. G., Whitaker K. E., Brammer G. e. a., The Growth of Massive Galaxies Since $z = 2$, *ApJ*, 2010, vol. 709, p. 1018

- van Zee L., Salzer J. J., Haynes M. P., O'Donoghue A. A., Balonek T. J., Spectroscopy of Outlying H II Regions in Spiral Galaxies: Abundances and Radial Gradients, *AJ*, 1998, vol. 116, p. 2805
- Veilleux S., Osterbrock D. E., Spectral classification of emission-line galaxies, *ApJS*, 1987, vol. 63, p. 295
- Vitale M., Mignoli M., Cimatti A. e. a., Investigating the relationship between AGN activity and stellar mass in zCOSMOS galaxies at $0 < z < 1$ using emission line diagnostic diagrams, *ArXiv e-prints*, 2013
- Vogt N. P., Koo D. C., Phillips A. C. e. a., The DEEP Groth Strip Survey. I. The Sample, *ApJS*, 2005, vol. 159, p. 41
- Weisskopf M. C., Aldcroft T. L., Bautz M., An Overview of the Performance of the Chandra X-ray Observatory, *Experimental Astronomy*, 2003, vol. 16, p. 1
- Wen Z. L., Han J. L., Liu F. S., Galaxy Clusters Identified from the SDSS DR6 and Their Properties, *ApJS*, 2009, vol. 183, p. 197
- Wen Z. L., Han J. L., Liu F. S., Mass function of rich galaxy clusters and its constraint on σ_8 , *MNRAS*, 2010, vol. 407, p. 533
- Wijesinghe D. B., Hopkins A. M., Sharp R. e. a., Galaxy and mass assembly (GAMA): dust obscuration in galaxies and their recent star formation histories, *MNRAS*, 2011, vol. 410, p. 2291
- Wild V., Kauffmann G., Heckman T., Charlot S., Lemson G., Brinchmann J., Reichard T., Pasquali A., Bursty stellar populations and obscured active galactic nuclei in galaxy bulges, *MNRAS*, 2007, vol. 381, p. 543
- Worthey G., Comprehensive stellar population models and the disentanglement of age and metallicity effects, *ApJS*, 1994, vol. 95, p. 107
- Xin Y., Deng L., Han Z. W., Blue Straggler Stars in Galactic Open Clusters and the Simple Stellar Population Model, *ApJ*, 2007, vol. 660, p. 319

- Yan R., Ho L. C., Newman J. A. e. a., AEGIS: Demographics of X-ray and Optically Selected Active Galactic Nuclei, *ApJ*, 2011, vol. 728, p. 38
- York D. G., Adelman J., Anderson Jr. J. E. e. a., The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary, *AJ*, 2000, vol. 120, p. 1579
- Zahid H. J., Yates R. M., Kewley L. J., Kudritzki R. P., The Observed Relation between Stellar Mass, Dust Extinction, and Star Formation Rate in Local Galaxies, *ApJ*, 2013, vol. 763, p. 92
- Zucca E., Zamorani G., Scaramella R., Vettolani G., All-sky catalogs of superclusters of Abell-ACO clusters, *ApJ*, 1993, vol. 407, p. 470

Apêndice

Apêndice A

Artigo Submetido

Retired galaxies: not to be forgotten in the quest of the star formation – AGN connection

G. Stasińska^{1*}, M. Costa Duarte^{1,2}, N. Vale Asari³, R. Cid Fernandes³, L. Sodré Jr²

¹*LUTH, Observatoire de Paris, CNRS, Université Paris Diderot; Place Jules Janssen 92190 Meudon, France*

²*Departamento de Astronomia, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, São Paulo SP, Brazil*

³*Departamento de Física - CFM - Universidade Federal de Santa Catarina, Florianópolis, SC, Brazil*

Accepted Received ; in original form

ABSTRACT

We propose a fresh look at the Main Galaxy Sample of the Sloan Digital Sky Survey, by packing the galaxies in stellar mass and redshift bins. We show that the use of stacked spectra – which is the only feasible approach when dealing with low signal-to-noise data – may be deceptive in the interpretation of the manifold of galaxies and we warn against the use of average emission-line properties without considering their dispersions. We show how important it is to consider the emission line equivalent widths in addition to the commonly used emission-line ratios, to properly identify retired galaxies (ie. galaxies that have stopped forming stars and are ionized by their old stellar populations) and not mistake them for galaxies with low level nuclear activity. We carry out a detailed analysis of the colour bias in the Main Galaxy Sample due to its flux limitation. In the mass range where the sample is free of colour bias, we find that the proportion of star-forming galaxies decreases with decreasing redshift in each mass bin, while that of retired galaxies increases. Galaxies with $M_{\star} > 10^{11.5} M_{\odot}$ have formed all their stars at redshift larger than 0.4. We find that the population of AGN hosts is never dominant for galaxy masses larger than $10^{10} M_{\odot}$. We estimate the lifetimes of active galactic nuclei (AGN) relying entirely on demographic arguments – ie. without any assumption on the AGN radiative properties. Restricting ourselves to the mass and redshift bins that have been shown to be devoid of bias, we find lifetimes of about 1–5 Gyr for *detectable* AGN in galaxies with masses between 10^{10} – $10^{12} M_{\odot}$. The lifetimes of the *AGN-dominated* phases are shorter: a few 10^8 yr. Finally, we compare the star-formation histories of star-forming, AGN and retired galaxies as obtained by the spectral synthesis code STARLIGHT. We find that once the AGN is turned on it inhibits star formation for the next ~ 0.1 Gyr in galaxies with masses around $10^{10} M_{\odot}$, ~ 1 Gyr in galaxies with masses around $10^{11} M_{\odot}$. The overall quenching factor is lower for higher values of M_{\star} . In AGN-dominated galaxies, as opposed to galaxies with a *detectable* AGN, the quenching factor is larger.

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

1 INTRODUCTION

It is nowadays considered that episodes of nuclear activity are of prime importance in the evolution of galaxies and in the building up of the present-day Universe, due to the strong interplay believed to exist between the active galactic nuclei (AGN) and star formation (SF) (see Fabian 2012

for a detailed review). The observational evidence of this interplay requires a large and complete sample of galaxies with adequate spectra and well defined criteria to classify galaxies into appropriate categories. One of the pioneering studies in this direction is that of Huchra & Burg (1992), based on the CfA redshift survey (Huchra et al. 1983) which is a magnitude-limited spectroscopic survey of 2500 galaxies. It was found that classical Seyfert galaxies constitute about 1% of field galaxies with absolute magnitudes M_B

* E-mail: grazyna.stasinska@obspm.fr

2 *Stasińska et al.*

smaller than -20 , and that the percentage of AGN hosts increases with absolute luminosity, reaching 20% for galaxies with M_B below -21 (using $H_0 = 100 \text{ km s}^{-1}$). Since then, the Sloan Digital Survey (York et al. 2000) has provided a spectroscopic database of nearly one million galaxies which allows one to study the properties of galaxies up to a redshift $z \sim 0.4$. Many studies have addressed the nature of AGN hosts and the relation between nuclear activity and star formation (eg. Kauffmann et al. 2003 – referred to as K03 in this paper –, Schawinski et al. 2007, Lee et al. 2007, Deng et al. 2012, Lamassa & Heckman 2013). Some studies have complemented optical data from the SDSS with data at other wavelengths (e.g. Kauffmann et al. 2007 for the UV, Constantin et al. 2009 for X-rays, Rosario et al. 2013 for the mid-infrared), although so far, according to our knowledge, the evolution with redshift in the nearby Universe has not been considered.

Most of these studies adopt the classification used by K03 based on the $[\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\beta$ vs $[\text{N II}] \lambda 6584/\text{H}\alpha$ emission-line ratio diagram introduced by Baldwin et al. (1981, commonly referred to as the BPT diagram), in which galaxies are divided into star-forming (those below the divisory line introduced by K03), “pure” AGN (those lying above the Kewley et al. 2001 – K01– divisory line), and the “transition” or “composite” ones lying in-between. As emphasized by Cid Fernandes et al. (2010, 2011) this classification leaves aside a large number of galaxies that cannot be classified in the BPT diagram because they lack some of the required emission lines in their spectra. In addition, it does not account for the presence of “retired” galaxies (following the nomenclature introduced by Stasińska et al. 2008) which have stopped forming stars and are ionized by their old stellar populations (namely the hot low-mass evolved stars, or HOLMES) without a detectable contribution of an AGN. Finally, the K03 line to separate star-forming galaxies from AGN hosts has been drawn empirically without physical justification. Consequently, it is unsettled in the region of the BPT diagram where the SF and AGN wings merge. Stasińska et al. (2006, hereafter S06) showed that many galaxies below the K03 line do in fact contain an AGN, and proposed a divisory line based on photoionization models to separate *pure* SF galaxies from galaxies containing a *detectable* AGN. It is to be noted that the new photoionization models of Dopita et al. (2013) are in agreement with the S06 ones as regards the identification of pure SF galaxies.

Cid Fernandes et al. (2011) proposed a different classification of galaxies which takes into account the existence of retired galaxies by considering the equivalent width of the $\text{H}\alpha$ line (in their WHAN diagram). In this paper, we show that the WHAN diagram leads to a much more comprehensive and reliable view of galaxy evolution than the commonly used BPT diagram.

To study the evolution of galaxies and properly address the problem of the star formation–AGN connection, it is important not only to use safe diagnostics of the nature of galaxies, but also to divide galaxies according to their masses, since it is known that mass is a fundamental parameter for the pace of galaxy evolution (Cowie et al. 1996, Heavens et al. 2004, Cid Fernandes et al. 2007, Asari et al. 2007, Jimenez et al. 2007, Haines et al. 2007). Another aspect not to be neglected is that past episodes of nuclear activity cannot be detected – one can only recognize those

that take place at the time when a galaxy is observed. Splitting the observational data in redshift slices therefore can provide some clues on the past activity of galaxies. Other factors such as morphology or environment also play a role in the evolution of galaxies and have been addressed by various authors (eg. Haines et al. 2007, Bamford et al. 2009, Lietzen et al. 2011, Schawinski et al. 2010, 2012, 2014), and will need to be reexamined in future papers in the context of the present work. Here, we focus on just the following aspects: the correct assignation of galaxy spectral classes implying a proper identification of the retired galaxies, and the importance of presenting the results of any analysis in bins of mass and redshift.

This paper is organized as follows. In Sect. 2, we define our master sample of galaxies and explain the preliminary treatment applied to their spectra. In the next sections, we proceed to the analysis of the galaxy properties successively increasing the level of detail of the discussion. In Sect. 3, after having distributed the galaxies in mass, M_* ,¹ and redshift bins, we produce stacked spectra in each bin and briefly discuss the synthetic view delivered by such an approach (which would be the only one available for a galaxy survey yielding a majority of very low signal-to-noise spectra). In Sect. 4 we discuss the redshift evolution of the galaxy properties inferred from emission-line diagnostic diagrams built for average galaxy spectra in mass and redshift bins and show that an analysis of the dispersion of emission-line properties in each bin is needed to obtain a reliable picture of galaxy evolution. In Sect. 5, we provide a detailed census of the galaxy emission-line spectral types in our master sample. This allows us to proceed, in Sect. 6, to a direct estimation of AGN lifetimes. In Sect. 7, we proceed one step further and analyze the star formation histories of the different categories of galaxies in mass and redshift bins, in an attempt to better understand the interplay between the star-forming, AGN and retired phases of galaxy evolution in the past 3–4 Gyr. The main outcomes of this study are summarized in Sect. 8.

Throughout the paper we consider a Λ CDM cosmology with $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0.30$, and $\Omega_\Lambda = 0.70$.

2 THE DATABASE

2.1 Sample selection

We consider the 7th Data Release of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS/DR7, Abazajian et al. 2009) which covers 9380 sq.deg. in the sky and presents spectroscopy in the wavelength range 3800–9200 Å with mean spectral resolution of $\lambda/\Delta\lambda \sim 1800$ for nearly one million galaxies. Since we are interested in the relative populations of different kinds of galaxies, we need a well-defined subsample. We therefore restrict ourselves to the Main Galaxy Sample, which is a complete flux-limited sample of galaxies down to a magnitude $m_r = 17.77$ (Strauss et al. 2002). Note that, because

¹ By mass we mean the sum of the masses of stars present in the galaxies; throughout the paper this quantity will be expressed in units of solar masses.

we work with mass-redshift bins, we do not need a volume-limited sample, which would severely restrict the usable redshift range. This issue will be further discussed below.

As in Vale Asari et al. (2009), further restrictions are applied to avoid intragalactic sources ($z > 0.002$) and to reduce aperture effects (z -band covering factor larger than 20%). This reduces our sample to a total of 574,473 objects.

Additional restrictions have to be made, depending on the properties under discussion, and will be explicated below.

2.2 Analysis of the data

Our work on the galaxy spectra makes use of the spectral synthesis code *STARLIGHT* (Cid Fernandes et al. 2005). This is an inverse stellar population synthesis code which decomposes the observed spectra in contributions from simple stellar populations (SSPs) of given age and metallicity. The library of SSPs is based on the Bruzual & Charlot (2003) evolutionary models of galaxies, adopting a Chabrier (2003) initial mass function (IMF), “Padova 1994” evolutionary tracks (Bertelli et al. 1994) and the STELIB spectral library (Le Borgne et al. 2003), as explained in detail in Asari et al. (2007). Spectral regions containing bad pixels, emission lines and the Na D doublet are not considered for the fits. The stellar extinction is an outcome of the *STARLIGHT* fitting. It is computed using a Cardelli, Clayton & Mathis (1989) extinction law with $R_V = 3.1$. The total masses of stars present in the galaxies, M_* , are then obtained after correcting for the aperture effect, needed because the 3'' SDSS spectroscopic fibers does not necessarily encompass the entire galaxy (see Cid Fernandes et al. 2005). The intensities of the emission lines are measured after subtracting the modelled stellar spectrum from the observed one. More details can be found in Mateus et al. (2006), Stasińska et al. (2006), Asari et al. (2007) and Cid Fernandes et al. (2010). All the data used in this paper can be retrieved from the *STARLIGHT* database¹.

We generally did not make any restriction concerning the signal-to-noise (S/N) ratio in the continuum since we are mainly interested in the stellar masses, which are very robust outputs from *STARLIGHT*: as shown in Cid Fernandes et al. (2005), the uncertainty in M_* is of 0.1 dex for a S/N ratio of 5 at 4000 Å, and objects with smaller S/N represent only 1.5 % of the objects in our sample (3 % of the ones with redshift $z > 0.2$). Concerning the line intensities, we may have to restrict the sample by imposing a minimum S/N in some lines, as will be detailed further in the paper.

3 STACKED GALAXY SPECTRA IN MASS AND REDSHIFT BINS

In order to convey a synthetic view of the evolution of galaxies we divide our samples of galaxies in bins of mass and redshift. We consider mass bins of 0.5 dex for $\log M_*/M_\odot$ between 9 and 12 plus two extreme mass bins for $\log M_* < 9$ and $\log M_* > 12$. These two extreme bins actually comprise a larger mass range (varying with redshift) which can be

confusing, but are shown for completeness. Concerning redshift, we consider bins of $\Delta z = 0.05$ until 0.45. The widths of the adopted mass-redshift bins are a compromise between i) obtaining a significant number of objects in each bin to robustly define mean properties and to significantly increase the S/N in stacked spectra in each bin, and ii) defining a sufficient number of bins in the mass and redshift ranges considered. Note that the errors in the individual masses of the galaxies are much smaller than the width of the mass bins. We produce representative spectra in each mass-redshift bin by stacking all the spectra pertaining to the bin. This allows one to visualize the general properties of the galaxy spectra in the (M_*, z) space. Stacking is generally used to enhance the signal-to-noise ratio of spectra of objects believed to belong to the same category, and, for example, would be needed to obtain accurate star-formation histories with *STARLIGHT* for galaxies at higher redshifts. This is not necessary for SDSS galaxies, since individual SF histories have been obtained but it is nevertheless interesting to comment on the biases that stacking may produce. Obviously, stacking erases information on individual galaxies and, if, in spite of our fine meshing, each bin contains galaxies of different types, the stacked spectrum may not correspond to any galaxy known. We anticipate that if, as is currently accepted, mass is the main driver of galaxy evolution, the continuum in the stacked spectrum should represent the stellar content in all the concerned galaxies reasonably well. On the other hand, the emission lines can be due to a variety of causes, most of them occurring on a short time-scale, the most obvious being current star formation or nuclear activity, and their intensities may vary significantly within a bin.

Before stacking, we normalize the spectra to the same value of the stellar continuum at a restframe wavelength of 4010 – 4060 Å. We use average stacking, which consists in summing the fluxes of the spectra in a given mass-redshift bin wavelength by wavelength and dividing the result by the number of objects. Since even in a given redshift bin the wavelength ranges vary according to the redshift of each object, we stack the spectra considering only the wavelength range common to all the spectra in the bin. For instance, considering a galaxy sample with wavelength range at the observed frame $(\lambda_{min}, \lambda_{max})$ and redshift range (z_{min}, z_{max}) , the stacked spectrum has the wavelength range between $\lambda_{min}/(1+z_{min})$, $\lambda_{max}/(1+z_{max})$. In this way we ensure that all the stacked pixels have contributions from all the spectra in the bin. Bad pixels are removed during the stacking process, so the total number of spectra in a considered bin slightly changes with wavelength.

Another way to stack spectra would have been to use median stacking instead of average stacking. Vitale et al. (2013) compared the results between average and median stacking and concluded that the line ratios obtained by both methods were very similar and led to the same spectroscopic classification.

Note that the normalization of the spectra during the stacking procedure also has an effect on the resulting spectrum. For example, one could have considered light-weighted averages, with higher weight to more luminous galaxies. We have checked that this does not produce significant difference in the results in our case except in the very poorly populated bins. In the remaining of the paper we will only consider our

¹ <http://casjobs.starlight.ufsc.br/casjobs/>

4 *Stasińska et al.*

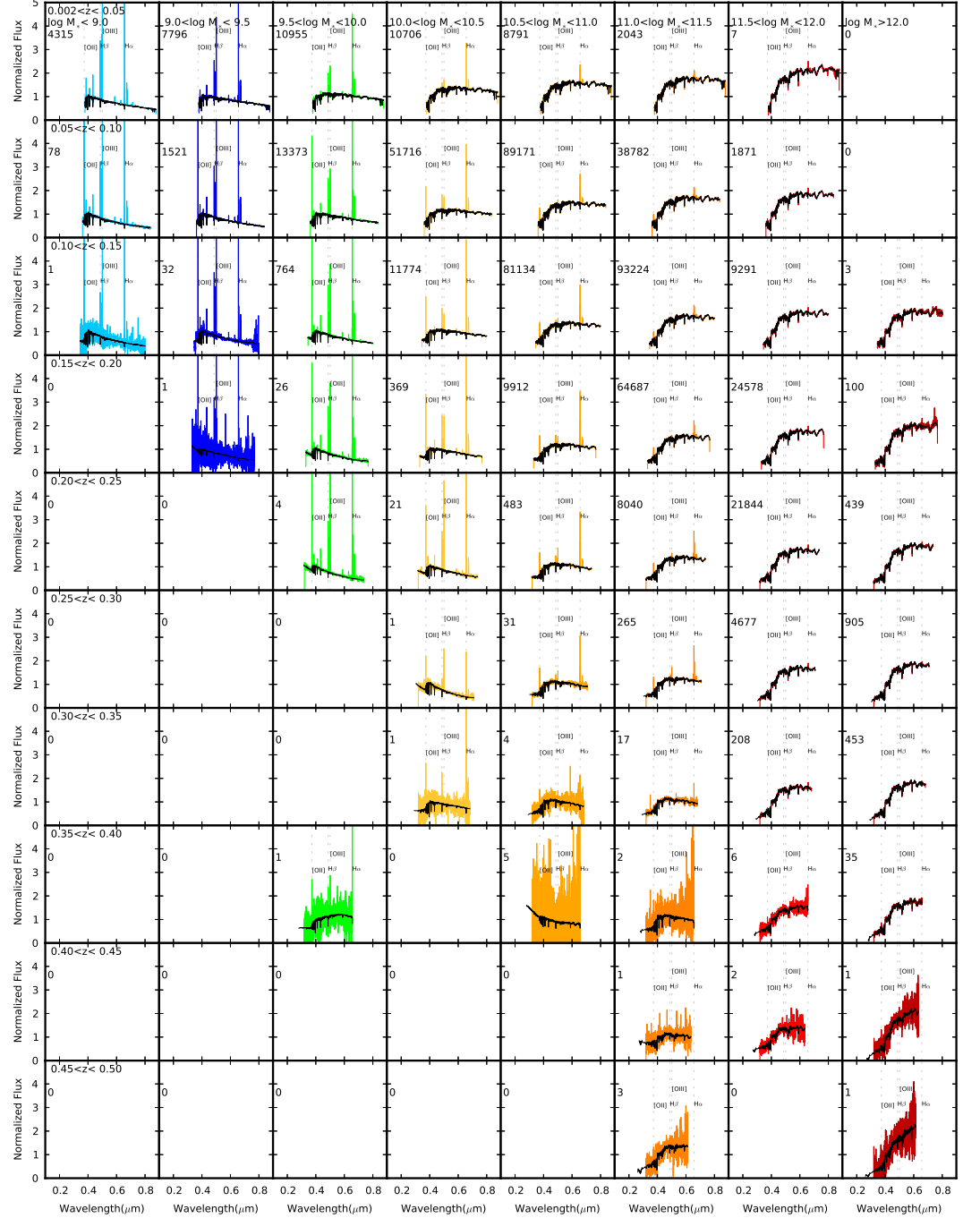


Figure 1. Stacked spectra in the SDSS/DR7 Main Galaxy Sample as a function of rest wavelength. The number of galaxies entering the stacking is indicated in each panel. Each mass bin is represented by a different colour, and the same colour palette is used throughout the paper. The emission lines wavelengths of [O III] $\lambda 3727$, H β and [O III] $\lambda 5007$ are shown as vertical dashed lines. Black lines represent the STARLIGHT spectral fitting.

results for average stacking giving the same weight for each galaxy.

Figure 1 shows the stacked spectra with stellar mass bins running horizontally and redshift bins running vertically. Colours from blue to dark red are chosen according to the M_* bins and are the same throughout this paper. For easy reading purpose, we also indicate the wavelength of a few important lines, i.e. [O II] λ 3727, [O III] λ 5007, H β and H α . The stellar continuum fitted by STARLIGHT is represented in black. In each panel we indicate the number of spectra involved in the computation of the stacked spectra. As expected the lowest mass bins are populated only for the lowest redshifts (because the sample is flux limited), and the highest mass bins have very few objects below $z = 0.1$ (because of the decrease of the galaxy mass function towards high masses, see e.g. Panter et al. 2004).

We clearly see that the shapes of the stellar continua change steadily with M_* : at any redshift, lower M_* bins show bluer continua than higher M_* ones, and are thus produced by younger stellar populations. This is a simple illustration of the now well-known phenomenon of galactic downsizing (Cowie et al. 1996). The evolution of the continuum with redshift is not very large, in the limited redshift range sampled by the data, but is noticeable (if discarding the bins populated by only a few objects): when comparing spectra in exactly the same wavelength range, the continua become slightly redder for smaller values of z .

Concerning the emission lines, it is clear that, at any redshift, their strengths with respect to the continua are very large for low values of M_* , and decrease with increasing M_* . The evolution with redshift in a given mass bin is however not easy to appreciate from these figures and will be discussed in the next section.

4 EMISSION-LINE DIAGNOSTICS OF THE GALAXIES

4.1 Some generalities

As mentioned in the introduction, the vast majority of emission-line diagnostics of the ionization of galaxies are based on the BPT diagram where pure SF galaxies are considered to lie below the K03 line and pure AGN above the K01 line, the space between the two lines being occupied by so-called composite objects. Nevertheless, signs of AGN activity can be detected well below the K03 line, as shown by S06. On the other hand, “pure” AGNs lie well above the K01 line. Note that Kewley et al. (2013) now define another line to separate star-forming galaxies from galaxies containing an AGN, which actually is very close to the one of S06.

As shown by Stasińska et al. (2008), the BPT diagram is however not able to distinguish between galaxies containing a weak AGN and retired galaxies, i.e. galaxies ionized by their HOLMES (which can also explain the ionization of the extraplanar gas in spiral galaxies, see Flores-Fajardo et al. 2011). The existence of such galaxies has been since then evidenced by integral field spectroscopy of galaxies, showing that the extended emission seen in low-ionization galaxies is inconsistent with a central point source for the ionization, ruling out nuclear activity as the dominant source for the emission (Sarzi et al. 2010, Singh et al.

2013). Cid Fernandes et al. (2011) proposed to use the equivalent width of H α , EW(H α), as a function of [N II]/H α (the WHAN diagram) to distinguish between galaxies containing an AGN and retired galaxies. This is the second diagnostic diagram we will consider here. Another advantage of using the WHAN diagram instead of the BPT one is that it requires only 2 lines to be observed, while the BPT diagram requires 4 lines. We must note, however, that neither the BPT diagram nor the WHAN diagram are able to detect AGNs in low-metallicity galaxies (S06, Groves et al. 2006).

The BPT diagram can also be used to rank the metallicities in the star-forming wing, since the [O III]/[N II] ratio has been shown since Alloin et al. (1979) to be a metallicity indicator. The [N II]/H α ratio has also been shown to be strongly correlated with metallicity (Storchi-Bergmann et al. 1994; Van Zee et al. 1998) in giant H II regions, and can thus serve to rank metallicities in the SF region of the WHAN diagram. In the AGN/retired zone, however, its interpretation is not straightforward since [N II]/H α both depends of the heating power of the main ionizing source (AGN or HOLMES) and on the nitrogen enrichment.

4.2 Emission-line diagnostics in mass and redshift bins

The top panel of Fig. 2 shows the position in the BPT diagram of fictive objects whose spectra would be identical to the stacked spectra displayed in Fig. 1. Each colour represents a different mass bin, following the palette used in Fig. 1, and the size of the symbols correspond to the redshift (size increases with increasing redshift). Only objects with S/N > 3 in all the four relevant lines of the stacked spectra are shown in this plot. The points are rather dispersed, but some general trends are visible.

For the three lowest mass bins, the points are located in the star-forming wing or close to it and tend to proceed downwards as the redshift decreases. This can be interpreted as a result of the increase of the interstellar medium metallicity with time². The next mass bin lies in the zone linking the left and right wing. The four highest mass bins are found entirely in the right wing. The progression of the symbol sizes appears to be very chaotic for those mass bins.

If, however, the spectra are, like in the SDSS, of good enough quality to allow the measurement of emission-line intensities for each galaxy individually, one can plot for each (M_* , z) bin a point whose coordinates are the averages of [O III]/H β and of [N II]/H α for all the objects with sufficiently good S/N (we have adopted S/N > 3 in each of the four relevant lines). The result is shown in the bottom panel of Fig. 2. The points are far less dispersed than in the previous representation and better follow the general trend of the ensemble of individual galaxies represented with the background black points. This suggests that emission-line ratios in stacked spectra may be quite misleading. We note that for some of the mass bins, the distance to the S06 line increases with decreasing redshift. Taking the BPT diagram as a perfect diagnostic for the presence of AGNs, one would

² Such a metallicity increase has already been invoked by Lara-López et al. (2010) to explain the global migration of observational points in the BPT diagram.

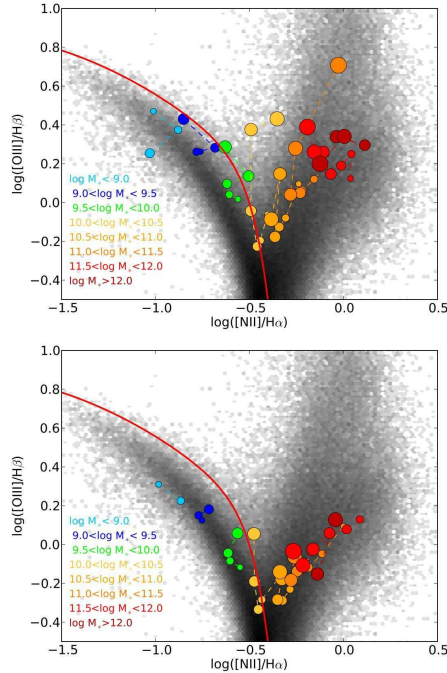
6 *Stasińska et al.*


Figure 2. Evolution in the BPT diagram of galaxies with redshifts between $0.002 < z < 0.35$ grouped in mass-redshift bins. Larger circles represent higher redshifts. The different colours represent the different mass bins, following the same palette as Fig. 1. **Top:** locations obtained from the stacked spectra. **Bottom:** locations obtained from the averages of individual line ratios in each bin. The red curve represents the S06 delimitation between pure star-forming galaxies and galaxies containing an AGN. The background density map represents the location of the individual positions of the galaxies in our sample.

be tempted to conclude that, for these mass bins, the contribution of AGN heating increases with respect to heating by young stars as the redshift decreases. However, as shown by Stasińska et al. (2008) and further discussed by Cid Fernandes et al. (2010, 2011), retired galaxies in the BPT diagram have the same location as galaxies hosting weak AGNs so that such a conclusion is likely erroneous.

Figure 3 represents the WHAN diagrams, constructed in a way similar to that of the BPT diagrams of Fig. 2. It contains more points than Fig. 2 since here the condition of $S/N > 3$ is imposed only on the $[N\ II]$ and $H\alpha$ lines. The top panel of the figure shows that, in each mass bin except the highest, the average values of $EW(H\alpha)$ in the stacked spectra decrease with decreasing redshift – the effect being however much less pronounced for the penultimate mass bin and vanishing for the last one. The bottom panel of Fig. 3 has been constructed in a way similar to the bottom panel of Fig. 2, i.e. plotting the average values of $EW(H\alpha)$ and $[N\ II]/H\alpha$ for each mass bin. Here, as in the BPT diagram, we find a much more regular behaviour than when using stacked spectra, and the decrease of $EW(H\alpha)$ with decreasing z is manifest for all the mass bins. This again argues that stacked spectra are not the best to convey a synthetic description of a sample of galaxies. The decrease of $EW(H\alpha)$

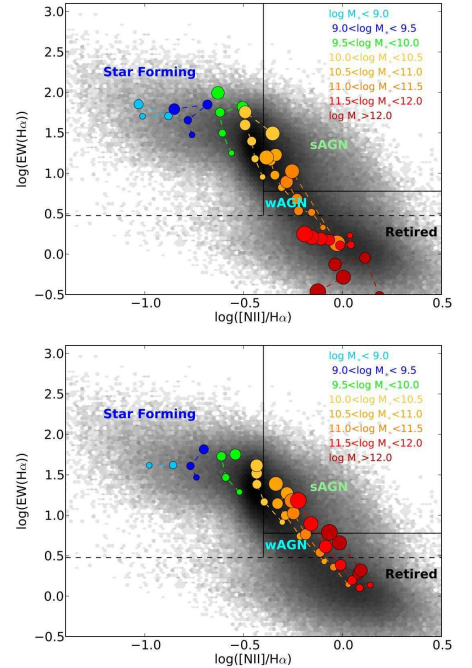


Figure 3. Evolution in the WHAN diagram of galaxies with redshifts between $0.002 < z < 0.35$ grouped in mass-redshift bins. Larger circles represent higher redshifts. The different colours represent the different mass bins, following the same palette as Fig. 1. **Top:** locations obtained from the stacked spectra. **Bottom:** locations obtained from the averages of individual line ratios or equivalent widths in each bin. The black lines delimit the zones of SF, strong and weak AGNs (s/wAGN) and retired galaxies, according to Cid Fernandes et al. (2011).

with decreasing z can be understood in terms of either increasing strength of the continuum as redshift decreases, or decreasing line luminosities; both scenarios can be concomitant. In any case, the WHAN diagram appears to indicate that, for the lowest mass bins, the specific star formation as measured by $EW(H\alpha)$ decreased from a redshift of 0.4 to the present. For the high mass bins, the $EW(H\alpha)$ also decreases with decreasing redshift, however the interpretation is not clear. The important thing to note is that many bins, especially at low redshifts, do not fall in the AGN zone, but in the zone of retired galaxies.

4.3 Dispersion of emission-line properties in mass and redshift bins

The puzzling behaviour of average properties seen above calls for a more detailed examination of their *dispersion*, which is possible with SDSS data. For example, certain galaxies do not display emission lines at all, yet they enter in the construction of stacked spectra. In some mass bins, a fraction of the galaxies can be pure star-forming, while others may contain an AGN. It is important to study the distribution of the emission-line properties in a case where – as here – this is possible. Indeed, when going to higher redshift, one might not be able to do this and will have to

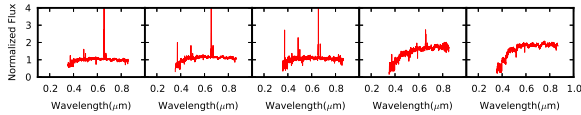


Figure 4. Examples of spectra of SDSS galaxies in the $0.05 < z < 0.1$ and $11 < \log M_* < 11.5$ bin showing the variety of galaxy spectral types in one single bin.

rely only on stacked spectra. So examining the dispersion of properties in cases where it is possible is an important way to educate oneself about possible misinterpretations of stacked data.

Figure 4 shows examples of spectra of SDSS galaxies in the $0.05 < z < 0.1$ and $11 < \log M_* < 11.5$ bin. One can easily distinguish blueish galaxies and reddish galaxies with either weak or strong lines. This clearly indicates that, while M_* is the fundamental property of galaxies, at a given redshift galaxies with same M_* can exist in various evolutionary stages: still forming stars or already retired, showing signs of AGN activity or not.

Figure 5 represents histograms of $\log \text{EW}(\text{H}\alpha)$ for the various M_* bins in the $0.002 < z < 0.05$ and $0.05 < z < 0.1$ redshift bins. One can see that these distributions range over 2 decades and have very different shapes according to the sampled range of M_* . While for the three lower mass bins the distributions are symmetric with one peak at about $\log \text{EW}(\text{H}\alpha) = 1.5$ and a FWHM of about 0.7 dex, a tail at low values of $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ appears in the $10 < \log M_* < 10.5$ bin, becomes prominent in the $10.5 < \log M_* < 11$ bin, dominant in the next one and turns out to be the only apparent feature in the $11.5 < \log M_* < 12$ bin. In each panel we have indicated the total number of objects included in the histogram as well as the number of those where the $\text{H}\alpha$ line is not detected (or where $\log \text{EW}(\text{H}\alpha) < 0$). One can see that the proportion of objects not appearing in the histograms increases with M_* . Since, in our WHAN classification, $\log \text{EW}(\text{H}\alpha) < 0.5$ corresponds to retired galaxies, it follows that the proportion of retired galaxies increases with M_* and becomes dominant in the $11.5 < \log M_* < 12$ bin. It is tempting to identify the peak at $\log \text{EW}(\text{H}\alpha) \sim 1.3$ in the two next bins to nuclear activity.

5 A DETAILED CENSUS OF GALAXY EMISSION-LINE SPECTRAL TYPES FROM THE SDSS DATA.

Cid Fernandes et al. (2010) discussed the proportions of pure star-forming galaxies/AGN hosts/retired galaxies for a volume-limited sample of SDSS galaxies with emission lines without paying special attention to their masses and redshifts. Here, we extend this discussion by evaluating these proportions in mass and redshift bins, with the hope that this will help us to understand how a galaxy changes between its various states: star-forming, AGN or retired.

The first thing to consider in such an endeavour is the question of completeness. If observational selection removes some kind of galaxies from our sample, we must take this into account in the overall census. By working in (M_*, z) bins, we are less prone to discriminations against certain

categories of objects (defined by their colours or by their emission-line properties). In Appendix A we discuss in detail the bias expected in each (M_*, z) bin. It turns out that some bins are definitely free from colour bias. At the smallest redshifts, the bins with $\log M_* > 10$ are complete. In the next redshift interval, bins with $\log M_* > 10.5$ are complete, etc. All the subpanels where the sample is complete are flagged with a yellow background in Fig. A1. As shown in Appendix A, adjacent bins are not much affected by colour bias. As redshift increases, the limiting magnitude m_r of the Main Galaxy Sample will reduce the number of complete mass bins by playing against galaxies of smaller masses. What is problematic for our study is that there could be a colour discrimination against some kind of galaxies. A general property of a survey limited by magnitude in the r band is that the galaxies that are more easily missed are *red* ones, since blue galaxies with same masses are more luminous, as seen in Appendix A. Thus, at the lowest redshift, the $\log M_* < 9$ bin could be missing an important number of red galaxies. However, the selection bias will become less important for $9 < \log M_* < 9.5$, and will probably vanish for $\log M_* > 10$. In the next redshift bin, the selection bias will start being noticeable for $\log M_* < 10.5$ etc.

Before turning to the WHAN diagnostic diagram, it is instructive to first carry out a demographic study using the BPT diagram in the way promoted by K03, since this is still the most popular way to separate galaxies into star-forming and AGN hosts.

Figure 6 shows the fraction of galaxies of different emission-line spectral types as a function of redshift for our different mass bins³, as obtained from the canonical use of the BPT diagram, i.e. using the K03 and K01 lines to distinguish between SF, “composite” and AGN galaxies. Here, as in Fig. 2, we apply to our initial sample the usual requirement that the S/N must be larger than 3 for all the four diagnostic lines. This reduces the sample to 228,270 galaxies. In each panel we indicate the total number of objects represented. The larger symbols represent (M_*, z) bins that are judged completely free of bias (see Appendix A), and adjacent bins are probably little affected by bias. We see that for $\log M_* = 9$ all the galaxies are of SF type, and AGN hosts are found only for masses larger than that. Until $\log M_* < 10$, SF types still constitute the dominant population of galaxies. However, as noted above, the Main Galaxy Sample may be missing a population of low-mass red galaxies, whose importance is difficult to assess. Among this population, galaxies containing an AGN but not experiencing present-day star formation could perhaps exist. At higher values of M_* , the tendency starts reversing and for $\log M_* > 11.5$ we find that the population of galaxies is vastly dominated by AGN hosts. We also note that the proportion of SF galaxies always tends to decrease with decreasing redshift while the proportion of AGNs increases.

However, as commented before, the BPT diagram demands four lines to be observed with good S/N, which selects against weak line objects and leaves aside about half of the galaxies of our master sample. More importantly, the BPT

³ For the quantitative considerations presented in the remaining of the paper as well as in Appendix A, the extreme mass bins are now defined by $8.5 < \log M_* < 9$ and $12 < \log M_* < 12.5$.

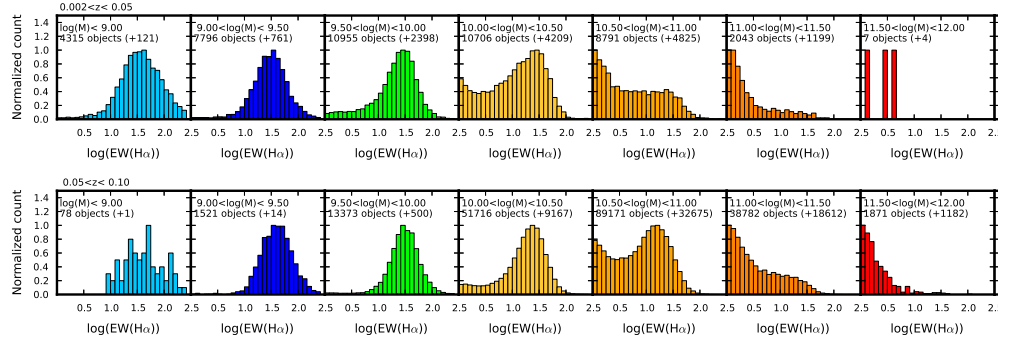
8 *Stasińska et al.*


Figure 5. Distribution of H α equivalent widths in the different stellar mass bins for $0.002 < z < 0.05$ (top) and $0.05 < z < 0.1$ (bottom). In each panel the total number of objects included in the histogram is indicated and the number of objects where the H α line is not detected (or where $\log \text{EW}(\text{H}\alpha) < 0$) is given in parentheses.

diagram is not able to distinguish between hosts of weak AGN and retired galaxies since both categories display similar line ratios. Emission-line equivalent widths need to be considered as well.

Now we classify the galaxies according to the WHAN diagram. But, before that, we must check that the calibration of the WHAN diagram is valid in the entire range of redshifts considered. This is done in Appendix B.

Since with the WHAN diagram there is a continuity between emission-line galaxies and lineless galaxies in the sense that lineless galaxies would be found at vanishing values $\text{EW}(\text{H}\alpha)$, here we do not impose a condition on S/N on the line intensities. This, of course, results in a somewhat uncertain classification of galaxies with low S/N but this should not bias the global picture. On the other hand, we remove galaxies where defects in the spectra at the wavelengths of H α and [N II] do not allow even a coarse evaluation of the ratio of their intensities. To do this, we do not consider the criterion of Cid Fernandes et al. (2010), since we judge it to be too severe. Instead, we measure the nebular velocity dispersion σ_{gas} for the H α and [N II] lines and count the pixels within $\pm 1 \sigma_{\text{gas}}$ of the peak of each line. We then remove from our sample galaxies with more than 25% bad pixels on either emission line. The total number of galaxies that were removed with this criterion is 64,802, leaving 509,671 galaxies to be classified. Note that this criterion is not expected to introduce any bias in the classification, so that we will obtain a sound picture of the demographics of the three main categories of galaxy spectral types as a function of redshift and stellar masses – with the restrictions imposed by the fact that the Main Galaxy sample is magnitude-limited.

Figure 7 shows the fraction of SF galaxies, AGN hosts (putting strong and weak AGN in a single category) and retired galaxies (with or without emission lines) as a function of z in the different mass bins in our sample.

The general behaviour is that, as redshift decreases, in each mass bin the proportion of SF galaxies decreases, the proportion of retired galaxies increases while the proportion of AGN hosts rather tends to decrease (at least for $\log M_* > 10.5$). As was the case in Fig. 6, we see that in the Main Galaxy Sample SF galaxies dominate the whole population of galaxies at any redshift for $\log M_* < 10.5$. On the other hand, retired galaxies always dominate the whole population

for $\log M_* > 11.5$. In the intermediate mass bins, retired galaxies dominate at the lowest redshifts.

In absence of any colour bias, Fig. 7 would nicely depict the downsizing paradigm in the local Universe. The vast majority of galaxies with $\log M_* > 11.5$ have formed all their stars at redshift larger than 0.4. Galaxies with $10.5 < \log M_* < 11.5$ gradually stop forming stars between $z = 0.4$ and the present time. Galaxies with $\log M_* < 10.5$ still form stars presently. However, as explained in Appendix A, we expect the Main Galaxy Sample to miss red galaxies for masses below a certain threshold mass to an extent that we are not able to evaluate, but which is certainly more important for the lowest masses. This means that the redshift evolution of the spectral types of galaxies with masses below $10^{10.5} M_{\odot}$ cannot be obtained from the SDSS Main Galaxy Sample (although we will see in Sect. 6 that our spectral-type census os probably OK down to $10^{10} M_{\odot}$).

In the mass and redshift bins that we consider free of colour bias, the population of AGN hosts is never predominant (except at the highest redshift of the 11-11.5 mass bin where they outnumber the retired galaxies by a tiny margin). Note that we reach such a conclusion in spite of the fact that our definition of AGN host is less restrictive than the one which is generally used (i.e. that of K03). Also noteworthy is the fact that we do not see an increase in the proportion of AGN hosts with decreasing redshift, as was the case with the BPT diagram. Indeed, this increase is fake, and only due to retired galaxies being mistaken for AGN hosts.

We remark that the interpretation of galaxy evolution obtained in this section is much more elaborate than the one drawn from the consideration of the average positions of the points in the BPT and/or WHAN diagrams, since here we directly compare the proportions of each type of object in a given bin. This would be an impossible picture to paint if we represented a mass-redshift bin by only one stacked spectrum. This means that, to understand what is occurring at high redshifts, it is dangerous to consider stacked spectra: one really needs to have good enough spectra to be able to pursue an individual emission-line analysis.

We have found that the standard use of the BPT diagram and our use of the WHAN diagram provide very different panoramas of the demographics of galaxy emission-line spectral types across the past 4 Gyr. One advantage of the

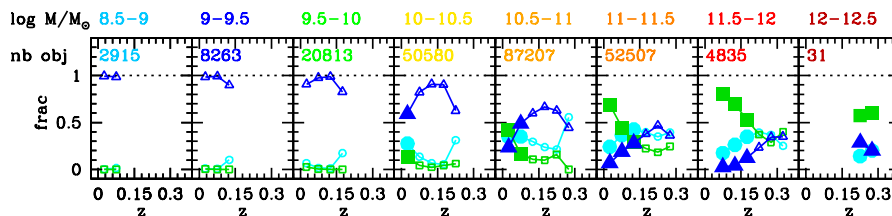


Figure 6. Fraction of galaxies of different emission-line spectral types as a function of redshift for the different mass bins. The spectral types are obtained from the canonical use of the BPT diagram. Blue: SF; green: AGN; cyan: composite. Large symbols correspond to (M_*, z) bins that are judged devoid of colour bias (see text and Appendix A).

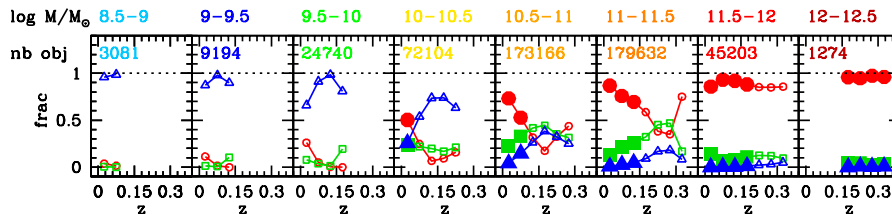


Figure 7. Fraction of galaxies of different emission-line spectral types (blue: SF; green: AGN (strong and weak); red: retired (with or without emission lines)) as a function of redshift for the different mass bins as obtained from the WHAN diagram. Large symbols correspond to (M_*, z) bins that are judged devoid of colour bias.

WHAN classification is that it does not set aside a large number of the galaxies. The other one is that it does not attribute to nuclear activity the emission-line ratios seen in weak-line objects. In the remaining of the paper, we therefore only consider the galaxy spectral classes that we defined with the help of the WHAN diagram (i.e. SF, AGN hosts and retired).

6 AGN LIFETIMES

AGN lifetimes have been estimated by a number of methods based on black hole demographics or AGN radiative properties which led to quite dispersed results (Martini 2004). Part of this dispersion may be due to the fact that the different studies do not actually refer to the same objects (e.g. high or low level of activity, massive or less massive galaxies).

From the census of emission-line spectral types presented above, we can estimate the AGN lifetimes in each mass bin (and even in each redshift bin) by dividing the number of AGN hosts in a given bin by the total number of galaxies in that bin and multiplying it by the age of the Universe at the corresponding redshift. This is shown in Fig. 8. We find lifetimes of the order of 1-5 Gyr for $\log M_*$ between 10 and 12. Statistics for lower masses are affected by the colour bias discussed in Appendix A so the lifetimes are not reliable: since we probably miss retired/red galaxies at a higher proportion in the biased bins, the fractions of AGNs and SF in such bins are probably upper limits. This means that the AGN lifetimes we show are also upper limits in these cases. In the 12–12.5 range, the lifetimes appear to be shorter, about 3×10^8 yr.

We can do the same, now restricting ourselves to those objects where the AGN heavily contributes to the emission

lines (i.e. galaxies which have $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 3\text{\AA}$ and are above the K01 line; for simplicity we will refer to them AGN-dominated galaxies, although this term is somewhat inaccurate since stellar ionization might be preponderant in a number of cases). This is done in the bottom panel of Fig. 8. Now the lifetime appears to be of the order of a few 10^8 yr. This implies that strong AGN are short-lived with respect to weak AGN, or that the phase of strong nuclear activity is shorter by a factor of 3–10 than the period where nuclear activity can be detected.

Note that for $10 < \log M_* < 12$ we do not see any significant variation of AGN lifetimes with respect to redshift even in the redshift domain where absence of colour bias is not guaranteed. This can perhaps be taken as an indication that the colour bias is not very strong for those bins. Neither do we see any strong variation of the estimated AGN lifetimes with respect to M_* .

It must be noted that the obtained lifetimes are strongly related to the criterion used to define the activity, and care must be taken when they are used in other contexts.

7 STAR-FORMATION HISTORIES

We have just seen in the previous section that galaxies hosting AGN are, on average, more massive than SF galaxies⁴. It is also well-known that “red and dead” galaxies are more massive than galaxies forming stars presently (Heavens et al. 2004). However, at a given mass and redshift, some galaxies

⁴ This was already found by K03, however their AGN sample was strongly contaminated by retired galaxies, which are on average more massive than SF ones.

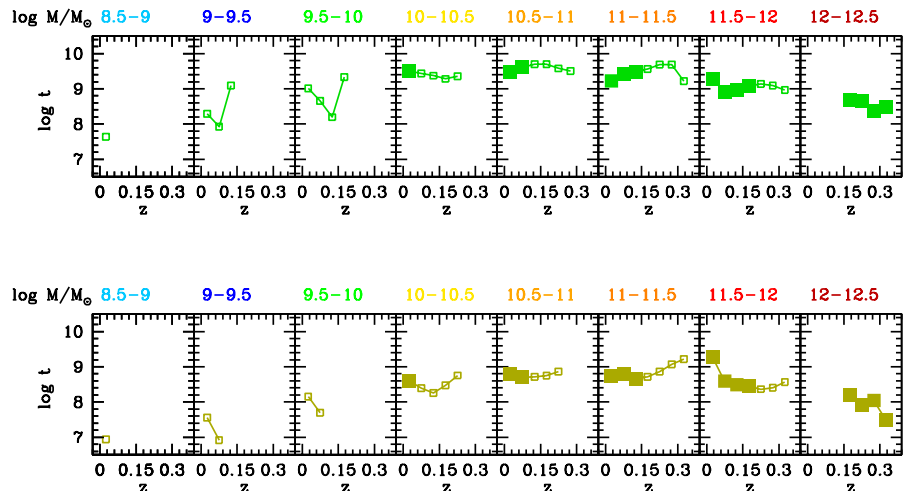
10 *Stasińska et al.*


Figure 8. AGN lifetimes computed from the census of AGN hosts in the WHAN diagram as a function of redshift, for different mass bins. **Top:** considering all galaxies with a *detectable* AGN; **Bottom:** considering AGN-dominated galaxies. As in Fig. 6, large symbols correspond to (M_*, z) bins that are judged devoid of colour bias.

have already stopped forming stars while others still form stars, some galaxies host an AGN while others do not. It has repeatedly been shown by detailed studies of nearby objects that nuclear activity in Seyfert galaxies is linked with some level of star-formation activity (Shlosman 1990, Storchi-Bergman et al. 1996, Raiman & Storchi Bergmann 2000, Veilleux 2001, González Delgado et al. 2009). In order to further discuss the relation between star formation and nuclear activity, here we study the star-formation histories of the various categories of galaxies considered.

7.1 Determination of the star-formation histories

The star-formation histories can be obtained from the STARLIGHT analysis of the galaxy spectra, which provides a description of galaxies content in terms of simple stellar populations of different ages. The specific star-formation rate, $SSFR(t)$, which measures the mass converted into stars at time t with respect to the total mass converted into stars, is computed for each galaxy by smoothing the stellar population age distribution, as explained in Asari et al. (2007, their Eq. 6) with the following modification. For a galaxy at a given redshift, part of the light (hence stellar mass) may be attributed by STARLIGHT to stellar populations older than the age of the Universe at that redshift. In order to correct for that, we find the lookback time t_{\max} corresponding to each galaxy redshift and consider that the $SSFR(t)$ at $t = t_{\max}$ is the sum of the contributions of all stellar populations older than t_{\max} .

Note that the time-resolution of stellar population analyses decreases with lookback time. It is not possible, for any given galaxy, to detect short episodes of star formation at large look-back times. But analyzing galaxies at different redshifts allows us not only to detect episodes of nuclear activity in the past – i.e. at the cosmological look-back time corresponding to the redshift of the galaxy – but also to analyze with good time resolution the star-formation history

at epochs within, say, 10^8 years of the time corresponding to the redshift of the galaxy. With our sample of galaxies, we are thus able to peep into the starburst-AGN connection as far back as nearly 4 Gyr ago.

7.2 star-formation histories of the various galaxy spectral types

Figure 9 shows the variations of the median SSFRs (thick blue curves) and 16th and 84th percentiles (thin curves) as a function of look-back time in each of our mass-redshift bins for our three galaxy spectral types. The top panel concerns SF galaxies, the middle panel concerns AGN hosts, and the bottom panel concerns retired galaxies. Only bins containing at least 50 objects are shown, to give a robust representation of the star-formation history in the considered bins. For convenience, in each (M_*, z) subpanel, we consider the look-back time with respect to the galaxy redshift, and not a cosmological look-back time taking into account the redshift of the galaxy. The inset indicates the scale on the $(\log SSFR, \log t)$ plane used to represent the star-formation histories in each bin. In each panel, the cyan background points represent all the galaxies from our sample that belong to the same spectral class.

We now turn to the discussion of the star-formation histories. Concerning SF galaxies, the first thing to notice from Fig. 9 is that, at any redshift, the SSFR changes from slightly decreasing with time for the highest masses ($\log M_* > 11.5$) through roughly flat for intermediate masses to increasing with time for the smaller masses. We also witness, for a given mass bin, a steepening of the $SSFR(t)$ curves as redshift increases. This is especially clear for $9 < \log M_* < 10.5$ (for the highest mass bin, we rather see that the SSFR changes from slightly decreasing with time to flat). There is, of course, a certain dispersion in all those relations, as seen from the curves indicating the percentiles. However the described tendencies are unambiguous.

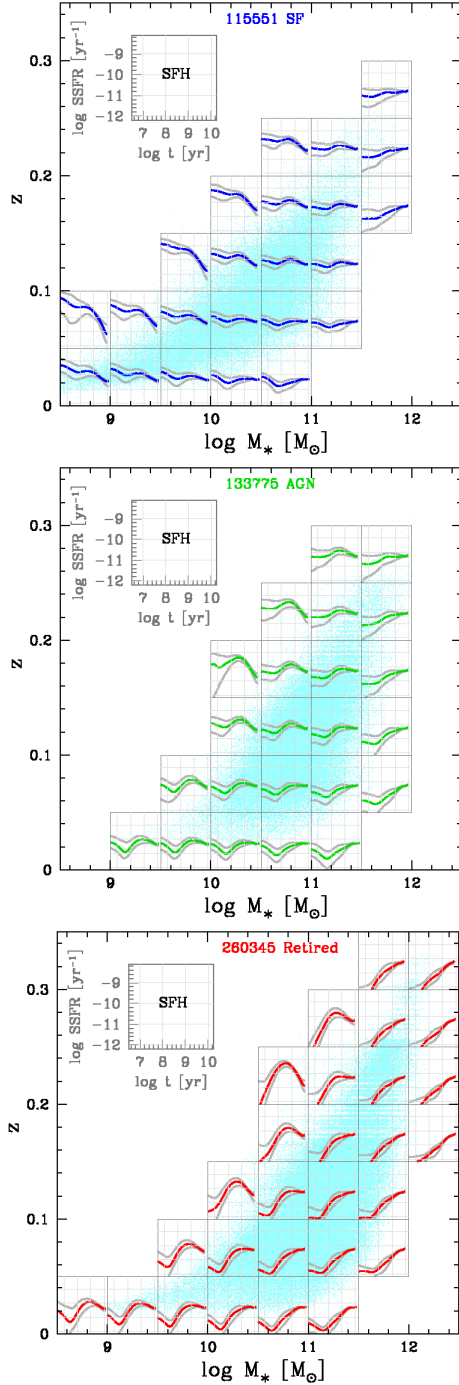


Figure 9. Star-formation histories, i.e. SSFR vs look-back time in the galaxies redshift frame in (M_*, z) bins. **Top:** SF galaxies; **middle:** AGN hosts; **bottom:** retired galaxies. Thick curves: median SSFR; thin curves: 16th and 84th percentiles. SSFRs are shown only for bins with at least 50 objects. The cyan background points show the (M_*, z) diagram for the relevant subsample of galaxies.

To interpret the observed trends, we first must ask whether, in a given mass bin, the galaxies in the panels with higher values of z are the predecessors of the galaxies with lower z . This is not necessarily true, because of mass growth, which, in the $(\log M_*, z)$ plane, tends to move the galaxies towards the right as redshift decreases. This effect, however, is in general not crucial for the galaxies of our sample, given the width of our redshift bins. Indeed, for a typical SSFR of 10^{-10} yr^{-1} as suggested by the top panel of Fig. 9, the mass of stars in the galaxy doubles during a time interval of 10 Gyr, while the width of our mass bins is 0.5 dex. There are episodes where the SSFR is significantly higher than 10^{-10} yr^{-1} , but, as seen in Fig. 9, they are short, so they do not contribute much to the stellar mass growth. Thus, roughly, in a given M_* bin, galaxies at higher redshifts could be considered as the progenitors of galaxies seen at lowest redshift (but, of course, they may change class during their evolution, for example an episodic star formation may take place or an AGN may appear). However, we must take into account the existence of the bias against red galaxies which, in a given mass bin, likely grows with increasing redshift (see Appendix A). Thus, the apparent redshift evolution of the SSFR in a given mass bin is perhaps simply due to this bias.

The middle panel of Fig. 9 is analogous to the top panel but is for AGN hosts. Note that, because of our decision to show results only for subpanels populated by at least 50 galaxies, some panels have disappeared while a few others have appeared with respect to the SF case. Compared to the star-formation histories of SF galaxies, those of AGN hosts show similar tendencies, with, however, the SSFRs being lower at small look-back times than those of SF galaxies in the same (M_*, z) bin. We will return to this point below.

The bottom panel of Fig. 9 is analogous to the top panel but concerns galaxies appearing as retired instead of star-forming. Here we witness a very strong decrease of the SSFR with time in all the subpanels, with a rather small dispersion⁵.

7.3 Comparison of the star-formation histories of the three galaxy spectral classes: a clue to the star formation – AGN connection?

Galaxies that are now appearing as retired must have been seen as star-forming in the past, perhaps not continuously, but at least episodically. Thus their progenitors – or at least some of them – are actually in the top (or middle) panel of Fig. 9. It is therefore interesting to compare in more detail the star-formation histories of our three classes of objects.

Figure 10 displays the median star-formation histories of SF galaxies (blue curves), AGN hosts (green curves) and retired galaxies (red curves) in (M_*, z) bins. One can see that, any redshift, the star-formation histories as obtained

⁵ We believe that the upturn at small lookback times seen at the smallest redshifts is an artefact due to the incomplete treatment of horizontal branch and/or blue stragglers in the BC03 evolutionary synthesis models used in the STARLIGHT analysis. As previously shown by Ocvirk (2010) and González Delgado & Cid Fernandes (2010), the lack of such old and hot phases tends to produce fake bursts in a full spectral fitting analysis.

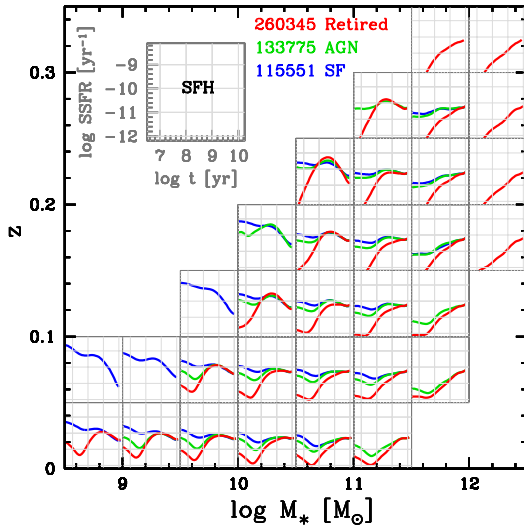
12 *Stasińska et al.*


Figure 10. star-formation histories in mass-redshift bins for all the galaxies. They are represented in blue for SF galaxies, in green for AGN hosts, and in red for retired galaxies.

by STARLIGHT for SF galaxies and AGN hosts are roughly similar. The largest differences occur at small redshift and small masses. Another thing to note is that the SSFRs of retired galaxies are identical to those of SF and AGN galaxies at the largest look-back times diverging at lookback times of one to a few Gyr. What is then the reason why some galaxies will host an AGN or appear as star-forming and others not? Environmental conditions is one explanation that naturally comes to mind (as has been suggested by eg. Silverman et al. 2009 on other grounds). We have seen in the previous sections that the proportion of SF and AGN hosts is larger for smaller stellar masses. This also can be understood if the episodes of star formation that we see now and the onset of nuclear activity are due to external causes.

Given the lifetimes of detectable AGN found in Sect. 6, the curves in Fig. 10 can be read as follows. The nuclear activity kick-off in SF galaxies reduces the level of star formation during the next 0.1–1 Gyr with respect to SF galaxies in the same (M_*, z) bin. In low mass galaxies, $M_* \sim 10^{9-10.5} M_\odot$, once the AGN is turned on it inhibits star formation for the next ~ 1 Gyr. In high mass galaxies this delay seems shorter: ~ 0.1 Gyr for $M_* \sim 10^{11} M_\odot$ and perhaps even less for higher masses, as can be read from Fig. 12(top), which show a close-up of Fig. 10. All these AGNs keep forming stars, albeit at a reduced rate.

The overall quenching factor (as guessed from the $\text{SSFR}(\text{AGN})/\text{SSFR}(\text{SF})$ ratio in a given bin) decreases with increasing M_* . At low M_* , AGN hosts have specific star-formation rates nearly 10 times lower than SF galaxies, while at high M_* this difference reduces to a factor of 2 or less.

Figure 11 is analogous to Fig. 10 but here we only consider AGN hosts that are dominated by the AGN (ie. galaxies which have $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 3\text{\AA}$ and are above the K01 line in the BPT diagram.) Qualitatively, the behaviour is the same as in Fig. 10, except that the quenching factor is larger (compare top and bottom of Fig. 12).

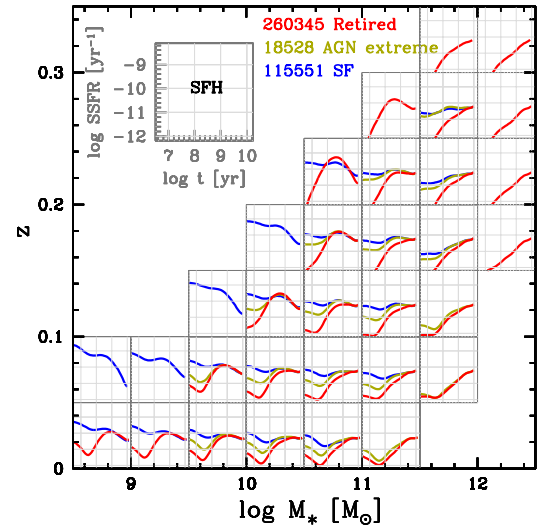


Figure 11. Similar to Fig. 10 but here the AGN class contains *only* galaxies which have $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 3\text{\AA}$ and are above the Kewley (2001) line in the BPT diagram. They are represented with the gold curve.

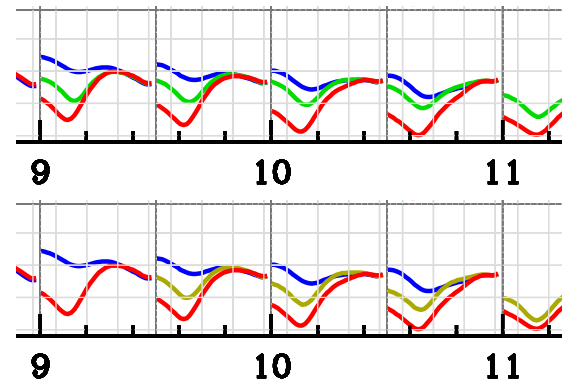


Figure 12. A close-up of the lower part of Fig. 10 (top) and Fig. 11 (bottom).

8 SUMMARY

In this paper, we have addressed anew the topic of the star formation – AGN⁶ connection in the context of global galaxy evolution by focussing on several aspects.

- We have paid special attention to *retired* galaxies, these AGN impostors which plague the AGN literature while they are merely galaxies that stopped forming stars, commonly mistaken for LINERs even in recent studies.

⁶ Note that our working definition of an AGN host is that the galaxy contains a *detectable* AGN, but the AGN itself may be weak, in particular with respect to the ionization due to massive stars in the vicinity of the nucleus. Comparison with other studies must keep this subtlety in mind.

Retired galaxies and the star formation – AGN connection 13

- We have used a fine mesh of stellar mass bins to compare the properties of star-forming, AGN hosts and retired galaxies, since it is known that the stellar mass is a determinant parameter for galaxy evolution. Studies that divide galaxies only with respect to their spectral types are prone to misinterpretations due to the fact that the mass distributions of the three spectral classes considered are different.

- We also used a fine mesh of redshift bins, which allows us to figure out how galaxies at $z \simeq 0$ looked like in the past few Gyr.

The starting database is the Main Galaxy Sample from the SDSS/DR7.

In the hope for a pedagogical approach, we presented our results in order of increasing scrutiny. We first discussed spectra stacked in mass and redshift bins – which is the only feasible approach to study galaxy evolution when using a database of spectra with low S/N, for example a shallow survey of high redshift galaxies. The only clear outcome from a glance at the stacked spectra is that the stacked continua appear redder as M_* increase, and that the equivalent widths of the emission lines globally decrease.

Plotting the stacked spectra in the BPT diagram reveals some systematics. The three lower M_* bins are located in the star-forming wing, while the more massive ones are in the AGN wing. Using the average emission-line ratios $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ and $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ rather than the values from the stacked spectra leads to an even clearer picture. The galaxies corresponding to the 3–4 lower M_* bins tend to have their metallicities – as indicated by the average $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ and $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ ratios – increasing with decreasing redshift. In the AGN wing, the galaxies also show less dispersion and look better “organized” than when using stacked spectra. As repeatedly recalled in this paper, the BPT diagram is however misleading, since it does not consider the line equivalent widths. In the WHAN diagram, many of the points corresponding to the high mass bins actually fall in the region of retired galaxies. One can also notice a steady decrease of the the $\text{H}\alpha$ equivalent width for each of the more massive bins.

In reality, a study of the general emission-line properties of galaxies in mass and redshift bins cannot rely on just considering *average* trends. The *dispersion* of the properties must also be taken into account. The decrease of the average values of $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ mentioned above actually reflects the increasing proportion of retired galaxies as the galaxies age.

We have thoroughly investigated the colour biases in the SDSS-DR7 Main Galaxy Sample: due to its m_r -limited nature, the sample discriminates against *red* galaxies for decreasing galaxy masses and increasing redshifts. At the smallest redshifts, the Main Galaxy Sample misses red galaxies with masses below $10^{10} M_\odot$ in proportions that are not possible to evaluate.

We have shown that the census of emission-line spectral types conveys very different interpretations of galaxy evolution when using the BPT or when using the WHAN one. The WHAN diagram has two important advantages over the BPT one: *i*) it does not set aside a large number of the galaxies since the requirements for a galaxy to be plotted in this diagram are much smaller than for the BPT; *ii*) it does not attribute to nuclear activity the emission-line ratios seen in weak line objects. In the remaining of our study, we therefore only considered the three classes of galaxies as defined

by the WHAN diagram: pure star-forming (SF), containing a detectable AGN and retired.

In the mass range where the Main Galaxy Sample is free of colour bias, we find that in each mass bin the proportion of SF galaxies decreases with decreasing redshift while that of retired galaxies increases. The vast majority of galaxies with $M_* > 10^{11.5} M_\odot$ have formed all their stars at redshift larger than 0.4.

We find that the population of AGN hosts is never dominant for galaxy masses larger than $10^{10} M_\odot$. Note that we reach such a conclusion in spite of our definition of AGN host being less restrictive than the one which is generally used, since we call AGN hosts galaxies that contain a *detectable* AGN, and not galaxies whose ionization is *dominated* by an AGN.

From the census of emission-line spectral types we have been able to infer the AGN lifetimes without any assumption on the physics of accretion on the massive black hole nor on the radiation properties of the AGN. For *detectable* AGNs we find a lifetime of the order of 1–5 Gyr for galaxies with masses between 10^{10} and $10^{12} M_\odot$, and about 3×10^8 yr for masses above $10^{12} M_\odot$. The lifetimes of the AGN-*dominated* phases (ie. corresponding to galaxies which have $\text{EW}(\text{H}\alpha) > 3\text{\AA}$ and are above the K01 line) are shorter: a few 10^8 yr. Of course, the lifetimes obtained in such a way are dependent on the criterion used to define the activity – and should be used only in similar contexts.

A deeper insight into the manifold of galaxies is provided by the studies of their star-formation histories, as obtained by the spectral synthesis code STARLIGHT.

In a star-forming galaxy, the onset of nuclear activity reduces the star-formation rate. Once the AGN is turned on it inhibits star formation for the next ~ 0.1 Gyr in galaxies with $\log M_*$ around 10, ~ 1 Gyr in galaxies with $\log M_*$ around 11. The overall quenching factor is lower for higher values of M_* . In AGN-dominated galaxies, as opposed to galaxies with a *detectable* AGN, the AGN phases are shorter: a few 10^8 yr. At low M_* , the quenching factor is larger.

Of course, none of this tells us anything about the physical conditions which lead a galaxy to ignite its supermassive black hole, nor how exactly this inhibits star formation. Internal (bars and other angular momentum related physics) and/or external (interactions and environment) factors should play a role.

ACKNOWLEDGMENTS

G. S., N. V. A. and R. C. F acknowledge support from the CAPES-COFECUB project 30007ZD. MVCD thanks FAPESP and CAPES/PDSE - BEX 8509/11-5 scholarships that allowed him to develop this project. He also acknowledges the hospitality of the LUTH, at Observatoire de Paris for a long term visit. N. V. A. acknowledge support and hospitality of the LUTH, at Observatoire de Paris for short term visits.

REFERENCES

Abazajian, K. N., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A. et al., 2009, ApJS, 182, 543

14 *Stasińska et al.*

- Asari N. V., Cid Fernandes R., Stasińska G., Torres-Papaqui J. P., Mateus A., Sodré L., Schoenell W., Gomes J. M., 2007, MNRAS, 381, 263
- Baldwin, J. A. and Phillips, M. M. and Terlevich, R., 1981, PASP, 93, 5
- Bamford S. P., et al., 2009, MNRAS, 393, 1324
- Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Nasi E., 1994, A&AS, 106, 275
- Bruzual, G. and Charlot, S., 2003, MNRAS, 344, 1000
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., Mathis, J. S., 1989, ApJ, 345, 245
- Chabrier G., 2003, PASP, 115, 763
- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L. et al., 2005, MNRAS, 358, 363
- Cid Fernandes R., Asari N. V., Sodré L., Stasińska G., Mateus A., Torres-Papaqui J. P., Schoenell W., 2007, MNRAS, 375, L16
- Cid Fernandes R., Stasińska G., Schlickmann M. S., Mateus A., Vale Asari N., Schoenell W., Sodré L., 2010, MNRAS, 403, 1036
- Cid Fernandes, R. and Stasińska, G. and Mateus, A. et al., 2011, MNRAS, 413, 1687C
- Constantin A., Green P., Aldcroft T., Kim D.-W., Haggard D., Barkhouse W., Anderson S. F., 2009, ApJ, 705, 1336
- Cowie, L. L. and Songaila, A. and Hu, E. M. et al., 1996, AJ, 112, 839
- Deng X.-F., Wu P., Qian X.-X., Luo C.-H., 2012, PASJ, 64, 93
- Fabian A. C., 2012, ARA&A, 50, 455
- García-Vargas M. L., Moll a M., Martín-Manj n M. L., 2013, MNRAS, 432, 2746
- González Delgado R. M., Mu oz Marín V. M., Pérez E., Schmitt H. R., Cid Fernandes R., 2009, Ap&SS, 320, 61
- González Delgado R. M., Cid Fernandes R., 2010, MNRAS, 403, 797
- Haines C. P., Gargiulo A., La Barbera F., Mercurio A., Merluzzi P., Busarello G., 2007, MNRAS, 381, 7
- Heavens A., Panter B., Jimenez R., Dunlop J., 2004, Nature, 428, 625
- Hughes T. M., Cortese L., 2009, MNRAS, 396, L41
- Jimenez R., Bernardi M., Haiman Z., Panter B., Heavens A. F., 2007, ApJ, 669, 947
- Kauffmann, G. and Heckman, T. M. and Tremonti, C. et al., 2003, MNRAS, 346, 1055
- Kauffmann G., et al., 2007, ApJS, 173, 357
- Kewley, L. J. and Dopita, M. A. and Sutherland, R. S. et al., 2001, ApJ, 556, 121
- Kewley L. J., Dopita M. A., Leitherer C., Dav e R., Yuan T., Allen M., Groves B., Sutherland R., 2013, ApJ, 774, 100
- LaMassa S. M., Heckman T. M., Ptak A., Urry C. M., 2013, ApJ, 765, L33
- Lara-López M. A., Bongiovanni A., Cepa J., Pérez García A. M., Sánchez-Portal M., Castañeda H. O., Fernández Lorenzo M., Povi c M., 2010, A&A, 519, A31
- Le Borgne J.-F., et al., 2003, A&A, 402, 433
- Lee J. H., Lee M. G., Kim T., Hwang H. S., Park C., Choi Y.-Y., 2007, ApJ, 663, L69
- Lietzen H., Hein m ki P., Nurmi P., Liivam gi L. J., Saar E., Tago E., Takalo L. O., Einasto M., 2011, A&A, 535, A21
- Martini P., 2004, cbhg.symp, 169
- Mateus A., Sodré L., Cid Fernandes R., Stasińska G., Schoenell W., Gomes J. M., 2006, MNRAS, 370, 721
- Ocvirk P., 2010, ApJ, 709, 88
- Panter B., Heavens A. F., Jimenez R., 2004, MNRAS, 355, 764
- Raimann D., Storchi-Bergmann T., 2000, ASPC, 221, 213
- Rosario D. J., et al., 2013, A&A, 560, A72
- Sarzi M., et al., 2010, MNRAS, 402, 2187
- Schawinski K., et al., 2014, arXiv, arXiv:1402.4814
- Schawinski K., Simmons B. D., Urry C. M., Treister E., Glikman E., 2012, MNRAS, 425, L61
- Schawinski K., et al., 2010, ApJ, 711, 284
- Schawinski K., Thomas D., Sarzi M., Maraston C., Kaviraj S., Joo S.-J., Yi S. K., Silk J., 2007, MNRAS, 382, 1415
- Scoville, N. and Aussel, H. and Brusa, M. et al., 2007, ApJS, 172, 1
- Shlosman I., 1990, NASCP, 3098, 689
- Silk J., Rees M. J., 1998, A&A, 331, L1
- Silverman J. D., et al., 2009, ApJ, 695, 171
- Singh R., et al., 2013, A&A, 558, A43
- Stasińska, G. and Cid Fernandes, R. and Mateus, A. et al., 2006, MNRAS, 371, 972
- Stasińska, G. and Vale Asari, N. and Cid Fernandes, R. et al., 2008, MNRAS, 391, L29
- Storchi-Bergmann T., Calzetti D., Kinney A. L., 1994, ApJ, 429, 572
- Storchi-Bergmann T., Rodríguez-Ardila A., Schmitt H. R., Wilson A. S., Baldwin J. A., 1996, ApJ, 472, 83
- Strauss M. A., et al., 2002, AJ, 124, 1810
- Vale Asari N., Stasińska G., Cid Fernandes R., Gomes J. M., Schlickmann M., Mateus A., Schoenell W., 2009, MNRAS, 396, L71
- van Zee L., Salzer J. J., Haynes M. P. et al., 1998, AJ, 116, 2805
- Veilleux S., 2001, sgnf.conf, 88
- Vitale, M. and Mignoli, M. and Cimatti, A. et al., 2013, arXiv, 1304.2776
- York D. G., et al., 2000, AJ, 120, 1579

APPENDIX A: ABOUT SELECTION EFFECTS IN THE SDSS MAIN GALAXY SAMPLE

Here we analyze whether in our sample there is a selection effect for or against certain galaxy colours due to the fact that the Main Galaxy Sample of the SDSS is limited in r apparent magnitude to $m_r > 17.77^7$. For that, in a first approximation we consider a toy-model (model M1) in which a galaxy is composed of a very young stellar population of 1 Myr and of an old stellar population of 13 Gyr and we vary the proportion in mass of those two stellar populations. The SSP models are solar metallicity models taken from Bruzual & Charlot (2003). For each proportion of the young and old stellar populations, we compute the resulting colour $u - r$, applying the response curves of the SDSS u and r filters. We then compute the absolute magnitude in the r band corresponding to a given value of M_* , and the apparent magnitude m_r corresponding to a given redshift z . The top panel

⁷ The Main Galaxy Sample also imposes a condition on surface brightness, but this has virtually no impact on our study.

Retired galaxies and the star formation – AGN connection 15

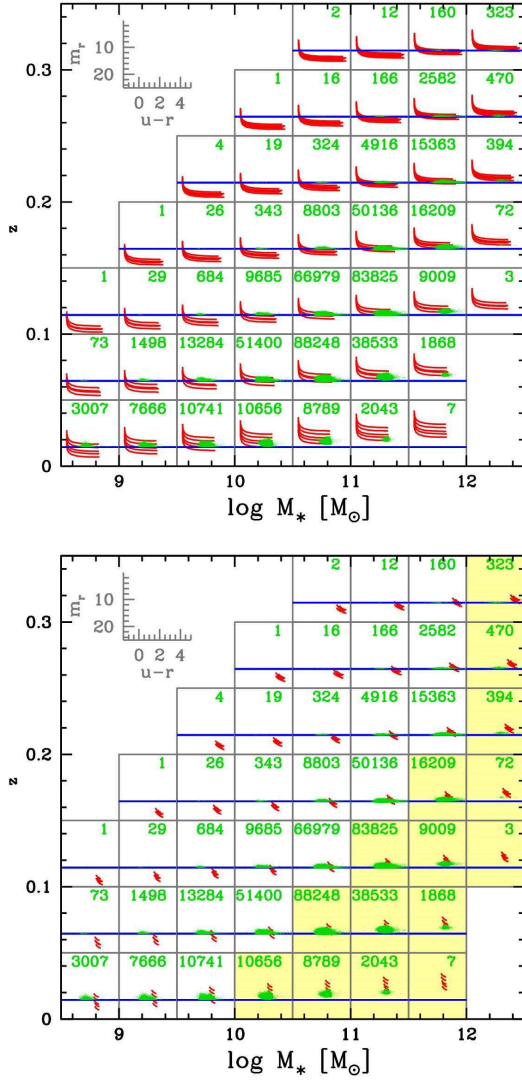


Figure A1. Colour-magnitude diagrams of galaxy toy-models in bins of mass and redshift. **Top:** models M1; **bottom:** models M2. The inset indicates the magnitude scales. The blue horizontal line indicates the limiting magnitude $m_r = 17.77$ of the Main Galaxy Sample. In each subpanel, the corresponding number of WHAN sample galaxies is indicated and their colour-magnitude diagram is plotted in green.

of Fig. A1 shows the colour-magnitude diagram for the models M1 inside each of our mass-redshift bins. For each subpanel, the red curves represent sequences of models for the central values of M_* and z and for the formal extreme values for the considered bin, hence we have five curves inside each subpanel (the models are shown only for bins containing at least one object from our WHAN subsample). The SDSS Main Galaxy Sample limit ($m_r = 17.77$) is marked by the blue horizontal lines. In each subpanel the green points show the corresponding *observed* colour-magnitude diagram

(the effect of extinction correction is minimal on the overall diagram).

The first thing to notice in Fig. A1(top) is that the red curves reach a plateau as soon as $u-r > 1$ mag, which effectively means that, for the colours seen in our sample, m_r is in practice a measure of a galaxy’s stellar mass. We also note that in a certain number of bins, all the red curves are above the blue line, meaning that the sample is complete for those bins even taking into account the dust attenuation⁸. This is the case for $\log M_* > 10$ in the smallest redshift bin, for $\log M_* > 11$ for $z < 0.15$ etc. In addition, for those bins where the sample is not complete, i.e. the bins for which the domain of the red curves is crossed by the blue line, the slope of the red curves is zero. This means that, even in bins where the sample is not complete, there is no bias against any particular colour. One should however be cautious with few bins where the sample is missing a large fraction of objects, i.e. $\log M_* < 9.5$ for $z > 0.05$, $\log M_* < 10$ for $z > 0.1$, $\log M_* < 10$ for $z > 0.15$, $\log M_* < 11$ for $z > 0.2$.

However, our toy model combining one very old (13 Gyr) and one very young (1 Myr) stellar population is not the most appropriate to represent the majority of old galaxies. We therefore computed a second toy model (model M2) in which the SSP to be combined to the 13 Gyr one has an age of 2.5 Gyr. The results are shown in the bottom panel of Fig. A1. Of course, in this case, all the models are red and do not represent the bulk of the Main Galaxy Sample. But they show that the Main Galaxy Sample certainly misses red objects at low values of M_* for the smallest redshifts, with increasing limits on M_* for increasing redshifts.

It is unfortunately impossible to quantify in each (M_*, z) bin the bias against red galaxies that is present in the Main Galaxy Sample due to the limitation in m_r . What we can do is to compare our toy models with the observations in Fig. A1(bottom) to judge which are the (M_*, z) bins which are definitely complete (these are indicated by the yellow background in the figure⁹). Adjacent bins are probably only slightly incomplete in red objects, while the bias may become non negligible as M_* decreases. For example, we could be missing a large amount of red galaxies with $M_* < 10^9 M_\odot$.

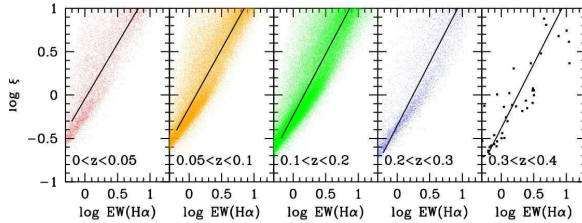
16 *Stasińska et al.*


Figure B1. The values of $\log \xi$ (see text) as a function of $\log \text{EW}(\text{H}\alpha)$ in different redshift ranges of our sample of SDSS galaxies. In each panel, the regression line is represented with the continuous black line.

APPENDIX B: JUSTIFICATION OF OUR USE OF THE SAME CALIBRATION OF THE WHAN DIAGRAM ACROSS THE SAMPLED REDSHIFT RANGE

The WHAN diagram was calibrated by taking together all the galaxies from the SDSS without distinction according to z until $z \simeq 0.2$ (Cid Fernandes et al. 2010). This means that the calibration was dominated by galaxies at the lowest redshifts. However, the stellar continuum is expected to change as redshift decreases, due to the gradual addition of younger stellar populations. Cid Fernandes et al. (2010) considered the quantity ξ defined as

$$\xi = \frac{L_{\text{H}\alpha}^{\text{int}}}{L_{\text{H}\alpha}^{\text{exp}}(t > 10^8 \text{yr})}, \quad (\text{B1})$$

where $L_{\text{H}\alpha}^{\text{int}}$ is the intrinsic (extinction-corrected) $\text{H}\alpha$ luminosity of a galaxy, and $L_{\text{H}\alpha}^{\text{exp}}(t > 10^8 \text{yr})$ represents the luminosity expected from photoionization by populations older than 10^8 yr. This quantity indicates if a galaxy is retired ($\xi < 1$) or whether some extra source of ionizing photons is present. In Figure B1 we plot the values of $\log \xi$ as a function of $\log \text{EW}(\text{H}\alpha)$, each panel corresponding to a different redshift range. The regression lines – which are fitted to the median curve of the distribution of $\log \text{EW}(\text{H}\alpha)$ versus $\log \xi$ – are indicated in black in each of the panels. As can be seen, they are hardly distinguishable in the sampled redshift range, which justifies our use of the WHAN diagram in exactly the same way as was done in Cid Fernandes et al. (2010).

⁸ The distribution of the line-of-sight attenuation parameter A_V peaks around 0.0 and 0.5 mag for retired and star-forming galaxies respectively, while the nebular A_V for the Balmer decrement is consistently around 1.0 mag for the emission-line retired and varies from 1.0 in the highest-redshift bin to 2.0 mag in the lowest-redshift bin, as can be seen in Figs. C2 and C3 of Appendix C.

⁹ An additional potential issue is the contribution of the $\text{H}\alpha$ line emission to the m_r . However, given the colours of the galaxies in the considered sample, the effect – as can be judged from the computations by García-Vargas et al. (2013) – is minor. In the most extreme cases, it would act in favour of the bluest and least massive galaxies.

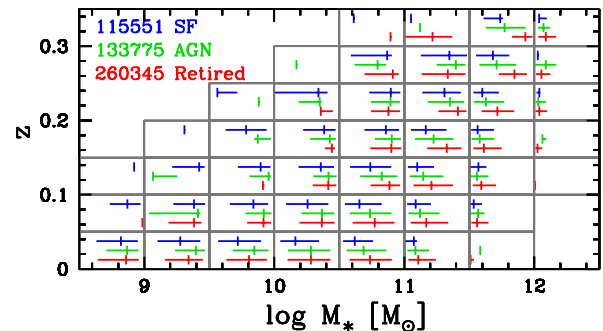


Figure C1. Distribution of stellar masses in each (M_*, z) bin. The extremities of the horizontal segments (arbitrarily vertically shifted for clarity) indicates the 16th and 84th percentiles of the M_* distribution, while the vertical tickmark indicates the median value. The different classes of galaxies are represented with the following colours. Blue: SF, green: AGN and red: retired.

APPENDIX C: ADDITIONAL MATERIAL

To aid the discussion of the star-formation histories in mass and redshift bins, it is instructive to visualize the distributions of certain properties of the galaxy classes considered, in every (M_*, z) bin. All the figures below follow the same colour scheme: blue for SF galaxies, green for AGN hosts and red for retired galaxies.

Even in the case of our very fine M_* and z gridding, differences may appear in the M_* distributions of the different classes of galaxies considered, and, for a same class, for different values of z . Figure C1 summarizes the distribution of stellar masses in each (M_*, z) bin. The extremities of the horizontal segments indicates the 16th and 84th percentiles of the M_* distribution, while the vertical tickmark indicates the median value. We see that, although the mass distributions are not identical in each subpanel, the median values for the SF, AGN and retired classes are very close to each other.

Figures C2 and C3 show the distribution of the stellar extinction obtained from the STARLIGHT analysis, and the Balmer-line extinction, respectively.

Figure C4 shows the distributions of m_r for the various galaxy spectral types while Fig. C5 shows the distributions of the galaxy $u - r$ colours.

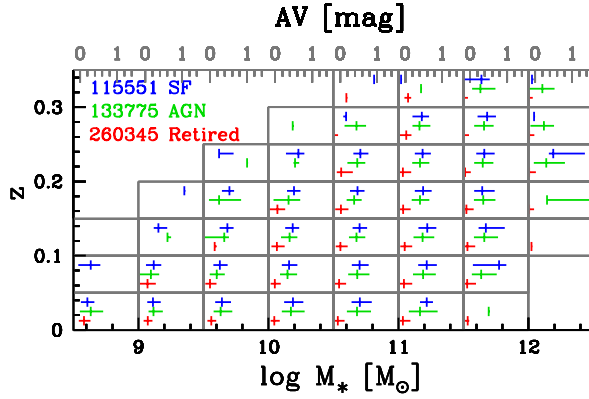


Figure C2. Distribution of values of A_V , the extinction obtained from the STARLIGHT analysis, in each stellar masses in each (M_*, z) bin. The extremities of the horizontal segments indicates the 16th and 84th percentiles, while the vertical tickmark indicates the median value. The grey-coloured scale at the top of the diagram indicates the scale for A_V in each mass bin. The different classes of galaxies are represented with the following colours. Blue: SF, green: AGN and red: retired.

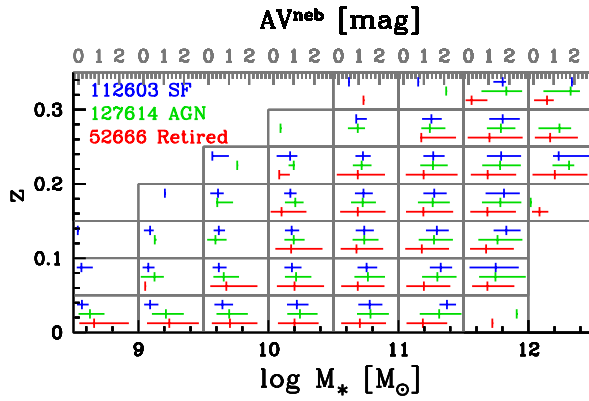


Figure C3. Same as Fig. C2 for the extinction A_V derived from the Balmer decrement, when both $H\alpha$ and $H\beta$ are observed with a signal-to-noise ratio larger than 3.

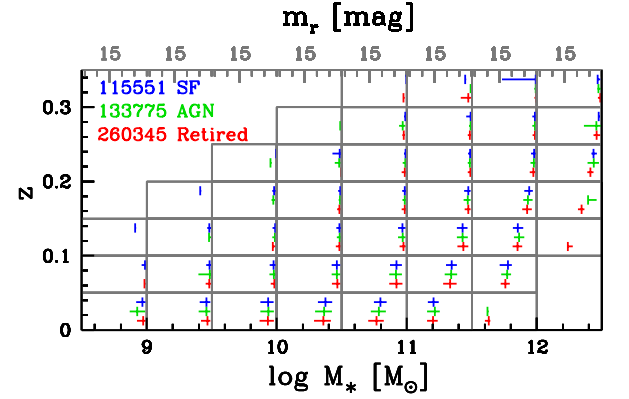


Figure C4. Distributions of m_r for the various galaxy spectral types.

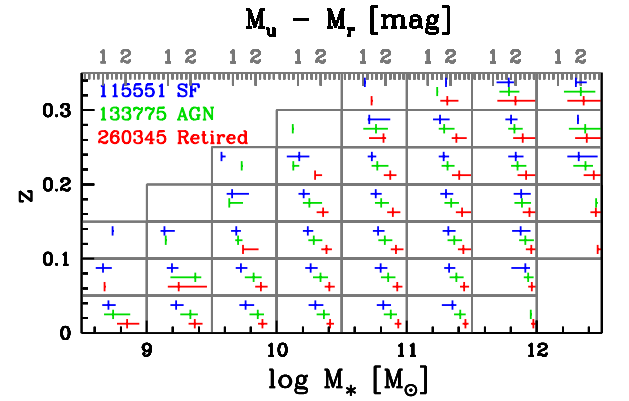


Figure C5. Distributions of the $u - r$ colours for the various galaxy spectral types.

Diagramas de Diagnóstico utilizando linhas de emissão

A maioria das galáxias parece indicar a existência de um buraco negro supermassivo (SMBH) na região central (Richstone et al., 1998), cuja massa está fortemente correlacionada com a massa do bojo e com a dispersão de velocidades da galáxia hospedeira (e.g. Magorrian et al., 1998; Gebhardt et al., 2000). Esta correlação sugere que o crescimento em massa do SMBH está ligado com a evolução da galáxias hospedeira. Quando o SMBH entra em processo de acreção, este fenômeno pode ser observacionalmente detectável devido a forte emissão e a galáxia pode ser classificada como um núcleo ativo. Estes núcleos ativos estão presentes em galáxias com diferentes morfologias, massas e com um grande intervalo de luminosidade nas diferentes regiões espectrais, como raios-X, óptico/UV, rádio, etc. Além da classificação de Seyfert (ver seção 1.1), existem objetos com baixa ionização das linhas de emissão na região nuclear, os chamados *Low Ionization Nuclear Emitters Regions* (LINERS, Heckman, 1980). Já outros objetos apresentam características similares as galáxias consideradas Seyfert Tipo-I, entretanto uma emissão relativamente fraca/forte em rádio, são respectivamente chamados de quasares *radio-quiet/loud*. Com estas assinaturas espectrais bem específicas, pode-se notar que Seyfert e LINERs tendem a habitar galáxias hospedeiras com diferentes características, sendo galáxias com AGNs tendem a ser mais massivas que galáxias classificadas como *star forming* sem qualquer assinatura de núcleo ativo (Kauffmann et al., 2003). Galáxias hospedeiras de Seyferts tem, na sua maioria, populações estelares com idades jovens ou intermediárias enquanto LINERs possuem uma população estelar mais velha e uma massa estelar maior (e.g. Kewley et al., 2006).

A detecção destes objetos, que apresentam características tão diversificadas, representa uma tarefa bem difícil para os levantamentos atuais. Não existe uma única técnica capaz de

selecionar todos os tipos de AGNs, resultando sempre numa amostra incompleta. Alguns métodos de detecção são feitos através da luminosidade em raios-X (Boyle et al., 1993; Bade et al., 1995; Brandt et al., 2001). Observações em raios-X são menos afetadas pela extinção da galáxia hospedeira, mas por outro lado podem ser fortemente absorvidos e/ou espalhados devido ao efeito Compton pelas nuvens de gás próximas à região central. Outro método de identificar os AGNs seria através da emissão no infravermelho médio, devido a poeira aquecida pela energética radiação do sistema. Este método funciona bem para os objetos intrinsecamente luminosos, mas perde os objetos mais fracos. Linhas de emissão na região do óptico representam uma boa alternativa para a seleção de objetos classificados como AGNs, entretanto a extinção pela poeira e gás da galáxia hospedeira pode reduzir drasticamente a luminosidade das linhas de emissão. A comparação de diferentes métodos, em diferentes regiões espectrais, pode levar a uma amostra de AGNs mais completa, entretanto existem alguns pontos em debate por objetos ainda não explicados. Por exemplo, muitas galáxias com forte emissão em raios-X, podem apresentar uma emissão na região óptica sem qualquer característica da presença de um núcleo ativo (*X-rays Bright, Optically Normal Galaxies-XBONGs*, Elvis et al., 1981; Comastri et al., 2002; Trump et al., 2009). O espectro óptico pode ser isento de linhas de emissão ou se apresenta linhas de emissão, são características de galáxias *star forming*.

De qualquer maneira, muitos avanços foram obtidos no estudo de núcleos ativos de galáxias através das linhas de emissão na região do óptico. Uma classificação de galáxias de acordo com a fonte de radiação dominante é fundamental para entendermos a evolução galáctica, medindo por exemplo a formação estelar e a metalicidade (Madau et al., 1996; Kobulnicky e Kewley, 2004), distinguindo galáxias *star forming* e AGNs. Baseado nesta afirmação, diversos diagramas de diagnósticos, muitos empíricos, surgiram com a finalidade de diferenciar galáxias com a fonte de radiação dominante sendo da formação estelar e de núcleos ativos. Um dos trabalhos pioneiros nesta direção foi o diagrama de Baldwin et al. (1981) (diagrama BPT), que utiliza as razões de $[O\ III] \lambda 5007/H\beta$ e $[N\ II] \lambda 6584/H\alpha$ para separar regiões HII e objetos ionizados devido a uma radiação mais dura. A razão $[N\ II]/H\alpha$ apresenta uma forte correlação com a metalicidade da galáxia (e.g. Storchi-Bergmann et al., 1994; van Zee et al., 1998) em regiões H II e assim pode ser usada como indicador de metalicidade em regiões de formação estelar. Esta radiação mais

dura seria proveniente de AGNs ou excitação por choques. Veilleux e Osterbrock (1987) estenderam e melhoraram esta classificação utilizando um modelo de fotoionização e adicionaram dois outros diagramas de diagnósticos utilizando também as razões $[S\ II]/H\alpha$ e $[O\ I]/H\alpha$. Posteriormente diversos trabalhos mostraram avanços no diagrama BPT para realizar esta classificação mais eficientemente. Kewley et al. (2001) combinaram um modelo de população estelar e de fotoionização para definir um limite puramente teórico para esta classificação. Por outro lado Kauffmann et al. (2003a) utilizaram uma amostra do SDSS para definir um limite empírico para separar AGNs e galáxias *star forming*. Stasińska et al. (2006) definiram um limite baseado em modelos e observações do SDSS com o mesmo intuito. Neste mesmo trabalho os autores sugerem um novo diagrama para esta finalidade, chamado de DEW. Este diagrama utiliza a quebra em 4000\AA e o valor de $\max(EW(\text{oii}), EW([\text{Ne III}]))$, entretanto, como utiliza somente linhas de emissão da região mais azul do espectro, pode-se classificar objetos até $z=1.3$. Kewley et al. (2013) propuseram um limite no diagrama BPT para separar *star forming* e AGNs baseados em modelos de evolução química e simulações cosmológicas hidrodinâmicas, tendo como resultado um limite similar ao proposto por Stasińska et al. (2006). A figura B.1 mostra o diagrama BPT para uma amostra de galáxias do SDSS, separando-as em *star forming* e AGNs com as diferentes classificações propostas acima. Para utilizar o diagrama BPT, são necessárias as linhas de emissão de $[N\ II]\ \lambda 6584$ e $H\alpha$, que se encontram na região vermelha do espectro, limitando estes diagramas a $z\sim 0.4$ com espectros ópticos. Uma alternativa seria a utilização de outras linhas espectrais para poder assim estender uma análise para mais altos redshifts, como $[O\ II]\ \lambda 3727/H\beta$ (Rola et al., 1997), que é sensível a extinção e possui linhas mais fracas.

Uma outra alternativa de classificação de galáxias utilizando diagramas de diagnóstico foi proposto por Cid Fernandes et al. (2011). Como galáxias com algumas linhas de emissão relativamente mais fracas não são classificadas no diagrama BPT, os autores propõem um novo diagrama que utiliza somente as linhas de $[N\ II]\ \lambda 6584$ e $H\alpha$, que permite distinguir assim duas classes de objetos que no diagrama BPT ocupam o mesmo espaço, os LINERs (AGNs fracos) e as galáxias aposentadas (*retired galaxies*, ver seção 5.2), o chamado diagrama WHAN. Este diagrama consiste na tradicional razão $[N\ II]/H\alpha$ e a largura equivalente de $H\alpha$. Uma distribuição bimodal foi encontrada, sendo cada um

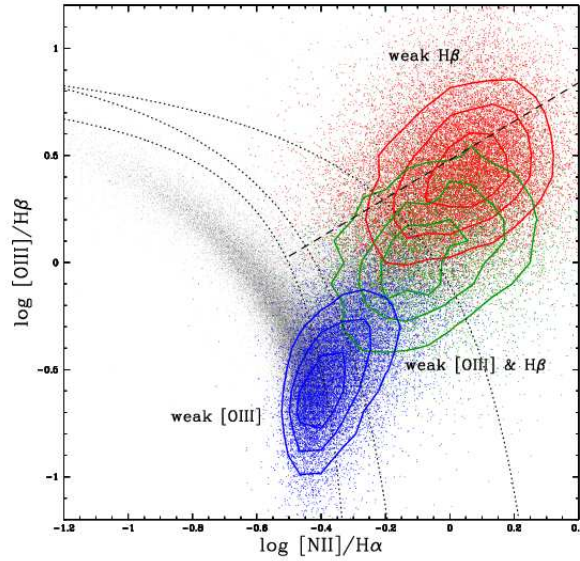


Figura B.1: O diagrama BPT utilizando as razões de linhas de emissão $[O\ III] \lambda 5007/H\beta$ e $[N\ II] \lambda 6584/H\alpha$. Os pontos e contornos em azul, verde e vermelho representam galáxias com linhas de emissão fracas de diferentes tipos. As curvas pontilhadas representam, da esquerda para a direita, os limites no diagrama BPT de Stasińska et al. (2006), Kauffmann et al. (2003a) e Kewley et al. (2001), respectivamente. A linha tracejada representa o limite definido por Schlickmann (2009) entre Seyferts e LINERs.

dos picos associados a AGNs e aposentadas. A figura B.2 mostra o diagrama WHAN, classificando uma amostra de galáxias do SDSS em *star forming* AGNs intensos e fracos e galáxias passivas ou aposentadas.

Diversos outros trabalhos propuseram outros diagramas de diagnóstico com o mesmo objetivo, diferenciar AGNs e *star forming*. Lamareille (2010) propôs um novo diagrama utilizando apenas linhas de emissão localizadas na região azul do espectro ($[O\ II] \lambda 3727$, $[O\ III] \lambda 5007$ e $H\beta$) para distinguir objetos com $z > 0.3$, chamado de Diagrama Azul (*Blue Diagram*). Neste diagrama foi utilizado inicialmente $[N\ II]/H\alpha$ e $[S\ II]$ para uma calibração inicial e posteriormente definidas regiões bem delimitadas para as seguintes classes de galáxias: Seyfert Tipo-II, LINERs, *star forming* e Seyfert Tipo-II e *star forming*, LINERs e galáxias compostas, no plano $[O\ III] \lambda 5007/H\beta$ versus $[O\ II] \lambda 3727/H\beta$. A figura B.3 mostra o diagrama azul para uma amostra de galáxias do SDSS, indicando as regiões correspondentes as diferentes classes. Este diagrama teve sucesso em diferenciar as classes, na maioria das vezes, mais de 90%, reduzindo a contaminação na região de *star forming* em $\sim 16\%$. Por outro lado há uma região no diagrama que não é possível distinguir *star*

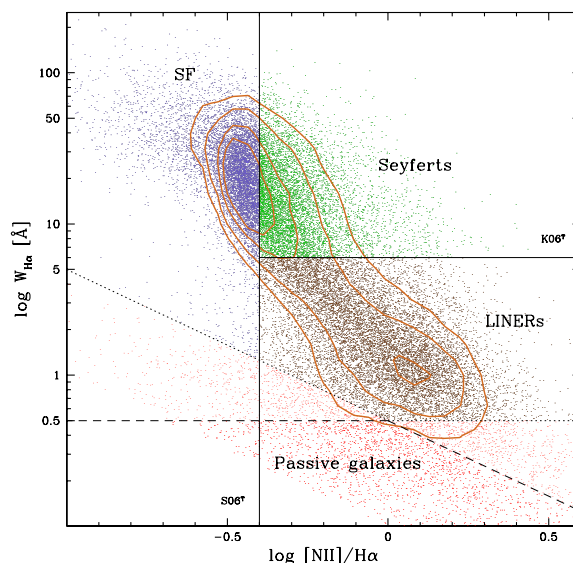


Figura B.2: Abaixo: Diagrama WHAN, que consiste na razão $[N II]/H\alpha$ e a largura equivalente de $H\alpha$ classificando as galáxias como *star forming*, *weak AGN*, *strong AGN*, *passive*. Figura de Cid Fernandes et al. (2011).

forming, LINERs e galáxias compostas, onde uma parte significativa das galáxias se encontram.

Tendo em vista a grande dificuldade de classificar galáxias através de linhas de emissão além de $z \sim 0.4$, devido a observabilidade das linhas de $[N II] \lambda 6584$ e $H\alpha$, Juneau et al. (2011) substituem a razão $[N II]/H\alpha$ pela massa estelar, como alternativa a limitação desta razão de linhas vermelhas. Esta substituição pode ser considerada possível pelo fato de $[N II]/H\alpha$ ser um indicador de metalicidade que por sua vez está correlacionada com a massa estelar. Sendo assim, estes autores propõem o diagrama Massa-Excitação ou MEx como uma alternativa ao tradicional diagrama BPT. A figura B.4 mostra o diagrama MEx ($[O III]/H\beta$ versus $\log(M_*)$) para uma amostra de galáxias do levantamento GOODS (Dickinson et al., 2003), classificando-as como AGNs, *star forming* e galáxias compostas. Os autores também utilizaram galáxias de baixo redshift (SDSS) para comparar a classificação do diagrama MEx com a classificação tradicional do diagrama BPT, como mostrado na figura. Uma substituição da massa estelar pela cor ($U - B$) (que também pode ser correlacionada com a massa estelar) resulta num outro diagrama proposto pelo mesmo grupo, chamado de Cor-Excitação ou CEx (Yan et al., 2011). Ambos diagramas, MEx e CEx, são capazes de classificar AGNs com eficiência de $>99\%$ e 95.7% , respectivamente. Entretanto,

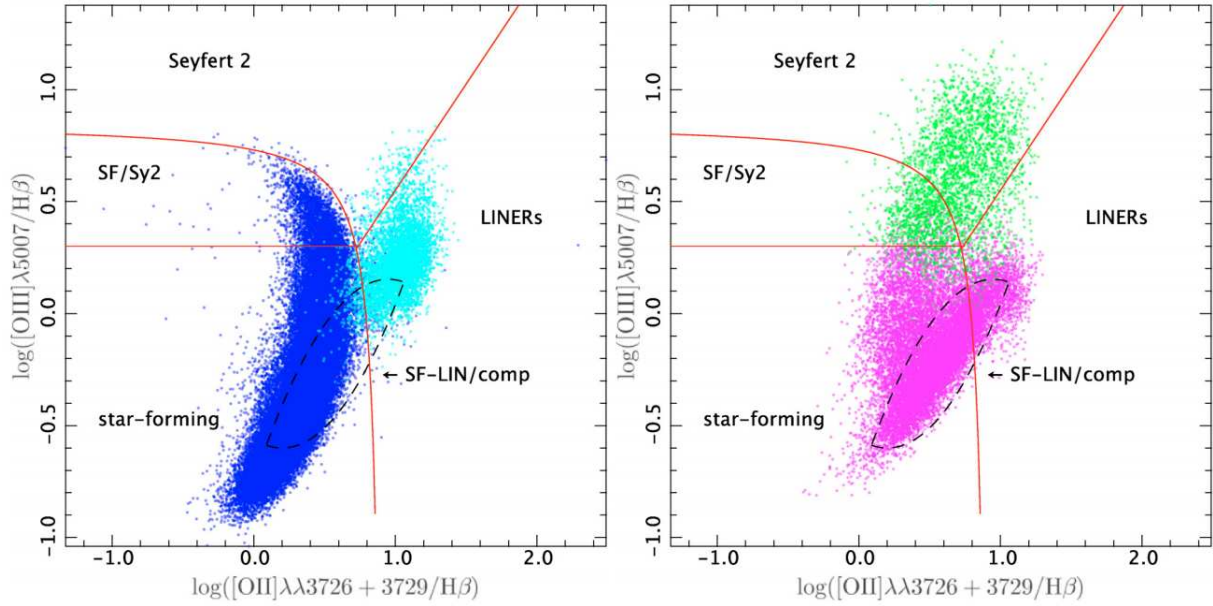


Figura B.3: O diagrama azul proposto por Lamareille (2010) utilizando as linhas espectrais [O II] $\lambda 3727$, [O III] $\lambda 5007$ e $H\beta$, com as regiões das classes: Seyfert Tipo-II, LINERs, *star forming* e Seyfert Tipo-II e *star forming* LINERs. Direita: Diagrama azul mostrando apenas as galáxias *star forming* e LINERs. Esquerda: Diagrama azul mostrando as galáxias classificadas como *star forming* LINERs e galáxias compostas.

como nestes diagramas ainda é necessária a linha de $H\beta$, suas atuações estão limitadas a $z < 1$.

Um outro diagrama proposto na literatura para classificar galáxias em AGNs e *star forming* de acordo com linhas de emissão na região do óptico é o TBT (Trouille, Barger e Tremonti) (Trouille et al., 2011). Este diagrama é composto pela cor ($g-r$) no referencial de repouso da galáxia e a razão das linhas [Ne III] $\lambda 3869$ e [O II] $\lambda 3727$, logo podendo chegar até $z=1.4$ com uma espectroscopia óptica e imageamento até o infravermelho próximo. Os autores argumentam que a razão [Ne III]/[O II] é suficiente para separar galáxias *star forming* ricas em metais de AGNs, já que galáxias *star forming* pobres em metais possuem uma valor de [Ne III]/[O II] relativamente grande. Ao mesmo tempo, galáxias mais pobres em metais tendem a ser azuis e assim pode-se utilizar $g-r$ para distinguir da cor de AGNs, que tende a ser dominada por populações predominantemente velhas (Yan et al., 2011). Uma comparação com a classificação do diagrama BPT para galáxias em baixo redshift (SDSS) foi realizada, tendo um acerto na classificação dos objetos em mais de 97% do AGNs e *star forming*. Posteriormente aplicaram esta classificação em galáxias em alto

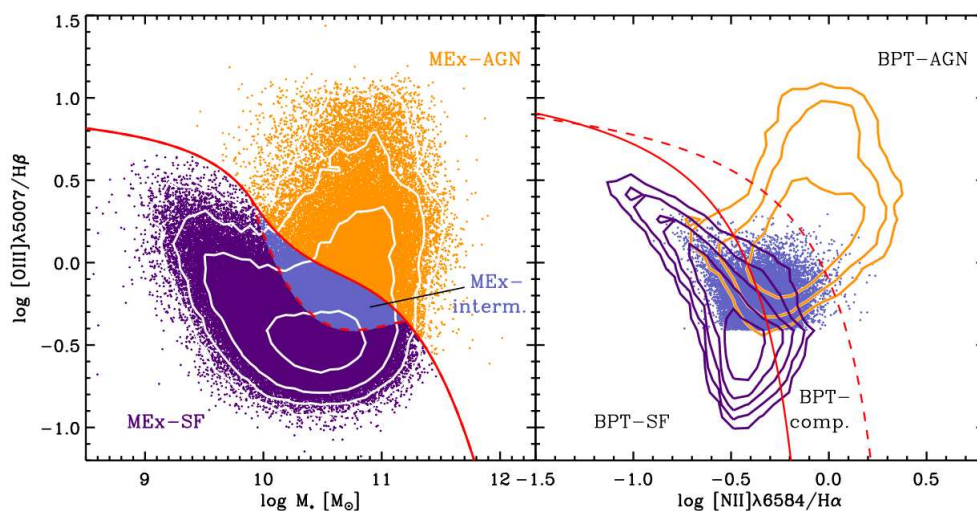


Figura B.4: Direita: Diagrama MEx de ($[\text{O III}]/\text{H}\beta$ versus $\log(M_*)$) utilizando uma amostra de galáxias do SDSS (Juneau et al., 2011). Esquerda: A mesma amostra de galáxias do SDSS usada para o diagrama MEx, mas colocada no diagrama BPT de acordo com a classificação de MEx. As linhas contínua e tracejada indicam os limites entre *star forming* e AGN de acordo com Kauffmann et al. (2003a) e Kewley et al. (2001), respectivamente.

redshift, utilizando uma amostra de galáxias do levantamento GOODS (Dickinson et al., 2003) e com dados em raios-X do imageamento profundo do Chandra (Weisskopf et al., 2003). A figura B.5 mostra a classificação entre *star forming* e AGNs para uma amostra de galáxias do GOODS, sendo objetos com ou sem linhas alargadas e com confirmação em raios-X.

Outra forma de identificação de AGNs seria pela linha de emissão de $[\text{Ne V}] \lambda 3426$, que possui um potencial de ionização de aproximadamente 97 eV. Uma população estelar geralmente não emitem fótons além de 55 eV (Haehnelt et al., 2001), logo esta linha de emissão, apesar de fraca, pode ser atribuída a uma assinatura de AGNs (Mignoli et al., 2013). Sendo assim, uma amostra de AGNs baseada na presença da linha de emissão de $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ representa uma amostra sem um contaminante significativo de galáxias consideradas *star forming*. Baldwin et al. (1981) não encontraram uma região HII, de formação estelar, com emissão em $[\text{Ne V}]$, entretanto apenas algumas exceções são conhecidas atualmente (Izotov et al., 2004). A utilização da linha $[\text{Ne V}] \lambda 3426$ como um indicador de AGN ainda é motivo de debate na literatura.

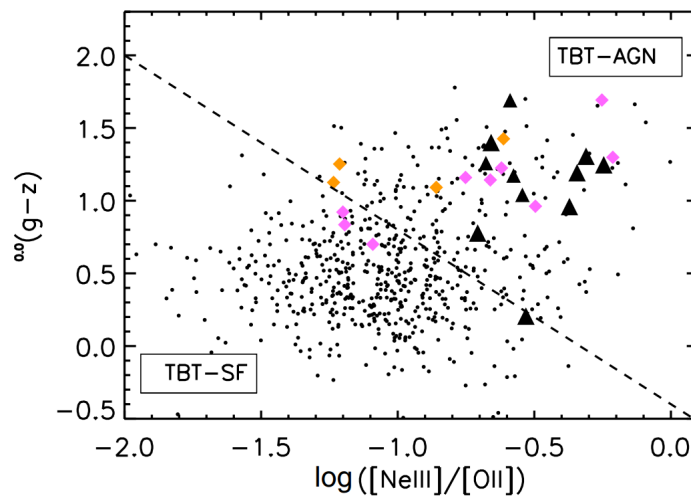


Figura B.5: Diagrama TBT (Trouille et al., 2011) ($g-r$ versus $[\text{Ne III}]/[\text{O II}]$) para uma amostra de galáxias do GOODS/N (Dickinson et al., 2003) com dados em raios-X para confirmação auxiliar de AGNs. Os AGNs são representados como triângulos pretos (sem linhas alargadas e $L_X > 10^{42}$ erg/s), diamantes laranjas (sem linhas alargadas e com $L_X < 10^{42}$ erg/s em 0.5-2 e 2-8 keV) e magenta (sem linhas alargadas e com $L_X < 10^{42}$ erg/s somente em 0.5-2 keV). Os pontos pretos representam as demais galáxias da amostra.