

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

Tiago Freitas Triumpho

A Época de Formação das Galáxias

São Paulo

2009

Tiago Freitas Triumpho

A Época de Formação das Galáxias

Dissertação 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 Mestre em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador: Prof. Dr. Laerte Sodré Jr.

São Paulo

2009

À minha querida esposa Leticia e aos meus pais Julio e Claudia

Agradecimentos

À minha querida esposa Letícia Pessoa Triumpho, que durante estes dois anos, no começo de nosso casamento, foi tão paciente e esteve ao meu lado em todos os momentos apoiando e incentivando-me. Sou muito grato por seu amor e dedicação.

Aos meus pais Julio Cesar Triumpho e Claudia Freitas Triumpho, que me deram todo o apoio e investiram na minha formação e crescimento, sem os quais jamais poderia ter chegado onde cheguei.

Aos meus sogros Carlos e Lucimara Pessoa por toda ajuda, incentivo e por criarem uma filha maravilhosa.

Ao meu orientador Laerte Sodré Jr., que doou tanto de seu tempo para os inúmeros debates sobre nosso trabalho e pelas diversas aulas onde ensinou-me grande parte do que aprendi durante este período de mestrado.

Aos professores Laerte Sodré, Roberto Costa, Silvia Rossi, Gastão Lima, Ronaldo Eustáquio, Antônio Mário, Amaury Almeida e Roberto Boczko pelas aulas, discussões, esclarecimentos, ajudas, conversas e companhia sem as quais seria impossível concluir esta dissertação.

Aos colegas Marcus Duarte e Douglas Barros por serem verdadeiros amigos, conselheiros e confidentes durante estes últimos dois anos e por me auxiliarem tanto com esta dissertação.

Aos colegas Mairan Teodoro, Walter Oliveira, Alessandro Moisés, Tatiana Laganá, Oscar Cavichia, Vinicuis Placco, Thiago Ricci, Eduardo Amores, Marcus Duarte, Douglas Barros e Gustavo Rocha pela amizade e pelos *inúmeros e frequentes* auxílios prestados sobre os mais diversos assuntos: astronomia, programação, estatística, vida de um pós-graduando, mais astronomia, mais programação, discussões filosóficas, crises existenciais,

IDL, Linux, etc.

Aos colegas Felipe Santos, Thiago Almeida (Zé Colméia), Pedro Beaklini, Fernanda Urrutia, Tatiana Zapata, Roberto Menezes, Luana França, Reinaldo Lima, Bruno Dias, Patrícia Cruz, Aline Vidotto, Bruno Quint, Thiago Junqueira, Thais dos Santos, Vinicius Busti, Graziela Rodrigues, Carlos Braga, Felipe Oliveira e Thiago Mateus pela amizade, companhia, descontração e ajudas. Enfim, por tornar este período de minha vida mais leve de ser vivido.

Aos colegas Douglas Barros, Felipe Oliveira e Thiago Mateus que dividiram, junto comigo, uma agradável sala no IAG e me suportaram 5 dias por semana, 4 semanas por mês e 24 meses de mestrado.

A todas as adoráveis membros da secretaria do departamento de astronomia Marina Freitas, Regina Iacovelli, Conceição Sano (pelos bolos maravilhosos) e Aparecida Santos por tornar nossas vidas melhores neste departamento.

Aos técnicos e analistas de informática, em especial Marco Santos, Ulisses Castello e Luis Manrique que tão frequentemente salvam nossas vidas e me deram grande apoio e sendo tão pacientes.

À FAPESP, pelo apoio financeiro, sob o projeto n^o: 07/02032-6.

Ao Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas e todos os demais colegas que auxiliaram e fizeram deste um excelente ambiente de trabalho.

“Nenhum sucesso na vida compensa o fracasso no lar”

David O. McKay

Resumo

Neste trabalho, estudamos as propriedades dos diagramas cor-magnitude (CMD) com os resultados da síntese empírica de populações a fim de examinar os principais cenários de formação e evolução das galáxias mais antigas do universo. Analisamos observações espectroscópicas do Sloan Digital Sky Survey (DR7) e os resultados da síntese espectral com o código STARLIGHT de amostras de galáxias divididas entre regiões de aglomerados (selecionadas pelo catálogo de aglomerados C4) e de campo. As amostras foram selecionadas nos redshifts de $0.03 < z < 0.05$ e $0.10 < z < 0.12$ e limitadas, respectivamente, às magnitudes de $M_r = -19.2$ e $M_r = -21.4$. As magnitudes foram corrigidas por correções- k obtidas diretamente dos espectros observados. Estimamos que as amostras sejam completas para $\log(M_*/M_\odot) > 10.2$.

Demonstramos a importância da escolha de intervalos estreitos de redshifts para a definição da sequência vermelha (RS), devido a efeitos evolutivos. Constatamos que a bimodalidade na cor ($g - r$) e no índice espectral D_n4000 pode ser entendida em termos da presença (ou ausência) de formação estelar recente. Estimamos que se mais de $\sim 0.5\%$ da massa total de uma galáxia tiver sido sintetizada nos últimos ~ 900 milhões de anos, a galáxia terá uma grande chance de pertencer à chamada nuvem azul (BC) no CMD. Por outro lado, se ela não tiver formado estrelas neste mesmo período, a galáxia terá migrado da BC para a RS, o que está de acordo com os modelos de “transformação morfológica”.

Notamos que o meio tem uma grande influência sobre as frações de galáxias pertencentes a RS ou a BC, no entanto, as observações parecem sugerir que o ambiente tem mais um efeito catalisador da evolução galáctica do que discriminador, indicando que alguns processos de constituição da RS são intrínsecos a evolução das galáxias e que ocorrem de uma forma continuada ao longo de alguns bilhões de anos. Mostramos que essa maneira

de entender a construção da RS está de acordo com o cenário hierárquico de formação de estruturas, onde o fenômeno conhecido como “downsizing” surge como consequência natural deste paradigma. Os dados também apontam que a dispersão das cores dos objetos pertencentes a este grupo é dominada mais pela dispersão das metalicidades do que das idades, ao contrário do que normalmente se afirma.

Por fim, construímos um modelo simples de evolução galáctica de modo a reproduzir as possíveis trajetórias das galáxias da RS sobre os CMDs, analogamente às trajetórias evolutivas nos diagramas H-R. Mostramos que, se os eventos de fusões não tiverem sido muito significativos desde $z \sim 1$, a RS deve estar estabelecida desde pelo menos este período e que sua inclinação não deve ter variado mais do que $\sim 2\%$.

Abstract

In this work, we have studied the properties of the colour-magnitude diagram (CMD) with the results of the stellar population empirical synthesis to examine the major galaxy formation and evolution frameworks. We have analyzed spectroscopic observations of Sloan Digital Sky survey (DR7) and spectral synthesis results carried out by the STARLIGHT code from galaxy samples taken from galaxy clusters (selected from the C4 cluster catalog) and field regions. Samples were selected in the redshift range of $0.03 < z < 0.05$ and $0.10 < z < 0.12$ and were limited, respectively, to the magnitudes of $M_r = -19.2$ and $M_r = -21.4$. Absolute magnitudes were corrected with observed spectra derived k -corrections. We have estimated that our sample is complete for $\log(M_*/M_\odot) > 10.2$.

We have demonstrated the importance of narrow redshift range choices in sample selection for red sequence (RS) galaxy studies due to evolutionary effects. We found that the bimodality in $(g - r)$ colour and in spectral index D_n4000 can be understood in terms of the presence (or absence) of recent star formation. We estimated that if more than $\sim 0.5\%$ of galaxy total mass was synthesized in the last ~ 900 million years, there is a great chance it will belong to the CMD blue cloud (BC). On other hand, if galaxy hasn't been forming stars in this same period, it will have migrated from the BC to the RS, which is in accordance to “morphological transformation” models.

We have noticed that the environment places a great influence on the fractions of RS and BC galaxies, however, observations seems to suggest that the surroundings acts more like a catalyst rather than a discriminator, indicating that some RS constitution processes are intrinsic to galaxy evolution and occur in a continuous way over several billion years. We have shown that this idea of RS constructing is in accordance to the hierarchical structure formation framework, where “downsizing” phenomena appears as a natural consequence of

this paradigm. Data also point out that colour dispersion of RS galaxies is more dominated by metallicity dispersion rather than ages, contrary to what normally is maintained.

We also have built a simple evolutionary model to reproduce galaxy possible trajectories on the CMD, analog to H-R diagrams stellar trajectories. We have shown that, if merger since $z \sim 1$ can be neglected, RS might be already established since then and its slope should not have varied more than $\sim 2\%$.

Lista de Figuras

2.1	Eficiência quântica de transmissão (Q.E., de quantum efficiency) em função do comprimento de onda para os cinco filtros utilizados no imageamento do SDSS. Traços pontilhados representam as curvas dos filtros propriamente ditas enquanto que as linhas cheias representam a transmissão levando em conta a absorção da atmosfera para uma massa de ar no Apache Point igual a $X = 1.3$. Fonte: site do SDSS.	36
2.2	Distribuições da diferença entre a magnitude <code>spectro</code> e as magnitudes <code>PSF</code> e de <code>fibra</code> na banda- r para estrelas e galáxias do SDSS. Figura tirada de Adelman-McCarthy et al. (2008).	40
2.3	Exemplo de um espectro de uma estrela do tipo A0 do SDSS. A linha pontilhada é a observação do DR5 com a antiga calibração e a linha cheia com a nova calibração do DR6 em diante. A observação antiga foi escalonada para eliminar a diferença de 0.35 magnitude no fluxo. A linha tracejada é um modelo para este tipo de estrela ajustado e normalizado para coincidir com o fluxo da observação em 4500 Å. Figura tirada de Adelman-McCarthy et al. (2008).	41
2.4	Distribuição da dispersão de velocidades e da riqueza para os 659 aglomerados C4 do SDSS (Miller et al. 2005) encontrados no intervalo de redshifts de $0.03 < z_c < 0.12$. As linhas pontilhadas em cada painel correspondem a mediana da quantidade.	43
2.5	Magnitude absoluta, com correção- k obtida através do espectro, em função do redshift das galáxias do SDSS pertencentes aos 659 aglomerados com $0.03 < z_c < 0.12$ do catálogo C4 (Miller et al. 2005). Os retângulos hachurados indicam as amostras limitadas em volume ($M_r < -19.2$ e $M_r < -21.4$) nas faixas de $0.03 < z < 0.05$ e $0.10 < z < 0.12$	45

2.6	Amostra de galáxias em aglomerados. As posições das galáxias estão no sistema equatorial – ascensão reta e declinação. As áreas hachuradas retangulares representam as regiões onde foram selecionadas as galáxias de campo. Em ambas as regiões foram selecionadas somente galáxias não pertencentes aos aglomerados e cujo redshift estivesse no intervalo de $0.03 < z < 0.05$	46
2.7	Espectros das SSPs do modelo de BC03 utilizados como base espectral para o código Starlight. Cada painel representa uma metalicidade da base (como indicado no todo ao centro de cada painel) contendo as 25 SSPs com idades que variam entre 1 <i>Mano</i> a 18 <i>Ganos</i> . Os espectros estão normalizados para uma unidade de massa solar.	51
2.8	Ajustes de espectros observados para duas galáxias do SDSS, uma galáxias passiva (a esquerda) e uma galáxia ativa (a direita). Os painéis acima mostram o espectro observado (em verde) com seus erros (abaixo em azul) e o espectro modelado (em preto); também mostram os marcadores (<i>flags</i>) dos pixels ruins e das regiões de linhas de emissão. Fonte: Cid Fernandes et al. (2005).	53
3.1	Amostra de galáxias em aglomerado na região de $0.03 < z < 0.05$. O painel a esquerda mostra o diagrama da cor $(g - r)_k$ em função da magnitude absoluta na banda- <i>r</i> . O painel a direita mostra a distribuição desta mesma cor.	56
3.2	Distribuições da massa total sintetizada em estrelas M_{ini} (painel da esquerda) e do índice espectral D_n4000 (painel da direita) para a amostra de galáxias em aglomerado.	57
3.3	Ajuste da sequência vermelha (RS) no diagrama cor-magnitude da amostra de galáxias em aglomerados próximos ($0.03 < z < 0.05$). A linha cheia corresponde ao ajuste robusto das galáxias com a cor $(g - r)_k > 0.6$. As linhas tracejadas delimitam o intervalo de galáxias da RS como sendo duas vezes o valor da mediana dos desvios absolutos para mais e para menos.	59
3.4	Distribuição dos resíduos do ajuste da RS selecionados pela relação 3.3.	60
3.5	Diagrama cor-magnitude da amostra de galáxias de campo (em $0.03 < z < 0.05$). A linha cheia corresponde a um ajuste robusto para as galáxias com a cor $(g - r)_k > 0.6$. As linhas tracejadas delimitam o intervalo de galáxias da RS como sendo duas vezes (para mais e para menos) o valor da mediana dos desvios absolutos.	61

3.6	<p>Comparações entre algumas distribuições das galáxias em aglomerados (linha cheia vermelha) e as galáxias de campo (linha tracejada azul) na região de $0.03 < z < 0.05$. O painel superior a esquerda mostra a distribuição da cor $(g-r)_k$; o painel superior a direita a distribuição da massa total sintetizada em estrelas M_{ini}; o painel inferior a esquerda a distribuição do índice espectral D_n4000 e o painel inferior a direita a distribuição dos resíduos das galáxias da RS. As definições das grandezas estão na Seção 3.1. No canto superior direito de cada painel calculamos o valor da probabilidade do teste K-S. . . .</p>	63
3.7	<p>Distribuições da massa estelar M_* (painel da esquerda) e da dispersão de velocidades σ (painel da direita) para ambas as regiões de nossa amostra. No canto superior a direita dos painéis acima mostramos os resultados da comparação com o teste K-S entre ambas as regiões. No painel abaixo mostramos o diagrama da luminosidade na banda-r em função da massa estelar M_* para a amostra de galáxia em aglomerados. A linha vertical tracejada representa o limite de completeza em massa estelar de $\log(M_*/M_\odot) = 10.2$. . .</p>	64
4.1	<p>Distribuições da massa estelar (painéis a esquerda) e da dispersão de velocidades (painéis a direita) para as galáxias em aglomerados (painéis acima) e de campo (painéis abaixo). As distribuições totais (linhas cheias), da RS (linhas pontilhadas) e da BC (linhas tracejadas) podem ser vistas separadamente em cada painel.</p>	68
4.2	<p>Diagrama idade-metalicidade para a amostra de galáxias em aglomerados em $0.03 < z < 0.05$. As idades e metalicidades são grandezas médias ponderadas pela fração em massa de cada componente (população estelar) da base espectral. No canto superior esquerdo, calculamos o coeficiente de correlação de Spearman (r_s) e a probabilidade $P(H_0)$ desse resultado ser proveniente de uma distribuição <i>não</i> correlacionada entre as amostras. . . .</p>	72
4.3	<p>Diagrama idade-metalicidade para a amostra de galáxias de campo em $0.03 < z < 0.05$, conforme descrito para a Figura 4.2.</p>	73

4.4	Distribuições da idade para a amostra de galáxias em aglomerado (painéis acima) e de campo (painéis abaixo) para diferentes intervalos de massa estelar. As linhas cheias representam as distribuições totais, enquanto que as linhas pontilhadas e tracejadas representam, respectivamente, as galáxias da RS e da BC. Nos painéis abaixo foram colocados os valores do teste K-S. As comparações foram feitas entre as galáxias de campo e dos aglomerados para cada grupo (RS e BC) para cada intervalo de massa.	74
4.5	Distribuições de metalicidade. Descrições análogas as da Figura 4.4.	75
4.6	Diagramas da idade estelar média em função da massa estelar para as galáxias em aglomerados (painel da esquerda) e de campo (painel da direita). Os pontos em vermelho representam galáxias da RS e os pontos em azul as da BC. As linhas pontilhadas em preto mostram o limite de completeza em massa.	77
4.7	Diagramas massa-luminosidade para as galáxias em aglomerados (painéis acima) e de campo (painéis abaixo). Nos painéis da esquerda selecionamos apenas as galáxias da RS, enquanto que nos da direita selecionamos as da BC. Obtivemos ajustes robustos para as galáxias da RS acima do limite de completeza em massa (linha cheia a esquerda). As linhas tracejadas vermelhas nos painéis da direita são o mesmo ajuste robusto das galáxias da RS, colocadas como referência visual.	80
4.8	Razão massa-luminosidade em função da idade ponderada pela massa para todos os objetos da amostra de galáxias em aglomerados. As galáxias de campo possuem um comportamento análogo.	81
4.9	Resíduos da relação massa-luminosidade para as galáxias da RS acima do limite de completeza em massa, como mostrados na Figura 4.7, em função das idades e das metalicidades. Nos cantos superiores a esquerda de cada painel mostramos os resultados para o coeficiente de correlação de Spearman r_s e a probabilidade de hipótese nula $P(H_0)$	82

4.10	Diagramas da idade média (painéis acima), metalicidade média (painéis ao centro) e massa estelar (painéis abaixo), em função da magnitude absoluta na banda- r . Nos painéis da esquerda mostramos as galáxias em aglomerados enquanto que nos painéis da direita as de campo. Em todos os casos selecionamos apenas as galáxias acima do limite de completeza em massa estelar. As idades das galáxias foram divididas pela idade do universo para facilitar a comparação dos valores de metalicidade.	84
4.11	Amplitude dos quartis das distribuições mostradas na Figura 4.10 de idade (linha pontilhada) e metalicidade (linha tracejada) em função da magnitude absoluta na banda- r para as galáxias da RS em aglomerados (painel a esquerda) e no campo (painel a direita) acima do limite de completeza em massa.	85
4.12	Diagramas da idade (painéis acima) e da metalicidade (painéis abaixo) em função dos resíduos da RS para as galáxias acima do limite de completeza em massa em aglomerados (à esquerda) e de campo (à direita). Realizamos um ajuste robusto para cada caso e, no canto superior a esquerda de cada painel, mostramos a inclinação do ajuste com a incerteza calculada por bootstrapping.	86
5.1	Mediana da fração em massa das componentes da base espectral somadas sobre todas as metalicidades (em porcentagem) em função das idades das populações estelares que compõem a base (ver texto para mais explicações). O painel acima mostra as galáxias em aglomerados e o painel abaixo as de campo. Em ambos casos as amostras foram subdivididas entre galáxias da RS (linhas pontilhadas) e da BC (linhas tracejadas). Os gráficos não representam a história de formação estelar propriamente dita (no sentido de taxa de formação estelar específica em função do tempo), mas demonstram o comportamento médio da composição em massa das populações estelares que constituem as galáxias.	91

5.2	Distribuição da fração da massa total f_{t_d} das galáxias sintetizada em estrelas nos últimos $t_d = 9^8$ anos (conforme definido pela Equação 5.2). A linha vertical tracejada representa a fração de 0.5% adotada como a fração onde o comportamento das galáxias muda sua distribuição.	93
5.3	Diagramas cor-magnitude (painéis acima) e distribuições do índice espectroscópico D_n4000 (painéis abaixo) para as galáxias em aglomerados (painéis da esquerda) e as galáxias de campo (painéis da direita). Nos CMDs, os símbolos em forma de estrela representam as galáxias com $f_{t_d} > 0.5\%$ e os símbolos com forma elípticas representam as galáxias com $f_{t_d} < 0.5\%$, para $t_d = 9 \times 10^8$	94
5.4	Distribuição da fração da massa total f_{t_f} das galáxias da RS, sintetizada em estrelas nos últimos $t_f = 10^{10}$ anos (conforme definido pela Equação 5.2). A linha cheia representa as galáxias em aglomerados enquanto que a linha tracejada as galáxias do campo.	96
5.5	Distribuição da cor observada $(g-r)_k$ para as galáxias nos aglomerados mais próximos ($0.03 < z < 0.05$, linha cheia) e mais distantes ($0.10 < z < 0.12$, linha tracejada). As barras de erro colocadas sobre uma das distribuições representam os erros de Poisson e foram omitidos da outra outra para melhor visualização por serem muito semelhantes.	100
5.6	Distribuições da cor $(g-r)_{syn}$ (ver texto para explicações) para as galáxias nos aglomerados próximos ($0.03 < z < 0.05$, linhas cheias) e nos aglomerados mais distantes ($0.10 < z < 0.12$, linha tracejada). O painel da esquerda representa as cores calculadas com os espectros sintéticos reconstruídos com as idades obtidas do ajuste, enquanto que o painel da direita representa as cores calculadas com os espectros cujas idades das populações estelares foram evoluídas do look-back time para corresponderem a aparência que teriam em $z = 0$	102

- 5.7 Diagrama da cor $(g - r)_{syn}$ em função da magnitude M_r^{syn} para as galáxias nos aglomerados próximos. As linhas tracejadas representam os limites da região da RS para esta cor e magnitude. As linhas cheias representam exemplos de trajetórias evolutivas de seis galáxias da RS. Próximo as trajetórias estão representados o tempo para cada ponto da trajetória (em unidades de bilhões de anos) rodado para trás desde a época da observação até $z = 5$. . 104
- 5.8 Diagrama da trajetória evolutiva das galáxias em aglomerados próximos. Nesta figura, mostramos a diferença e cor $\Delta(g - r)_{syn}$ em função da diferença de magnitude ΔM_r^{syn} . As diferenças foram tomadas em relação a posição inicial da galáxias no CMD em $z \sim 0$. Foram traçadas as trajetórias das galáxias acima do limite de completeza em massa para 4 intervalos de massa distintos. As trajetórias representam as medianas das posições do CMD em função do tempo passado até $z = 5$. O contorno tracejado representa a região total por onde passaram todas as trajetórias acima do limite de completeza em massa. 105

Lista de Tabelas

2.1	Trajatórias evolutivas usadas em BC03. Fonte: BC03	49
2.2	Bibliotecas de espectros estelares de BC03. Fonte: BC03	49
2.3	Diferentes calibrações da base BaSeL. Fonte: BC03	49
4.1	Medianas das distribuições de idades mostradas nos painéis da Figura 4.4. As colunas identificadas como (1), (2) e (3) representam, respectivamente, os intervalos de massa estelar $10.2 < \log(\frac{M_*}{M_\odot}) < 10.5$, $10.5 < \log(\frac{M_*}{M_\odot}) < 10.9$ e $10.9 < \log(\frac{M_*}{M_\odot}) < 11.9$	74
4.2	Medianas das distribuições de metalicidades mostradas nos painéis da Figura 4.5 e colunas identificadas como descrito na Tabela 4.1	75

Sumário

1. <i>Introdução</i>	25
1.1 Motivações Observacionais	26
1.2 O Método da Síntese Espectral	30
1.2.1 História e Desenvolvimento	30
1.2.2 A Síntese Empírica de Populações e o STARLIGHT	32
1.3 Sobre esta Dissertação	33
2. <i>Base de Dados</i>	35
2.1 O Sloan Digital Sky Survey	35
2.1.1 Algumas Definições do SDSS	37
2.1.2 Sobre o DR7	39
2.2 Seleção das Galáxias em Aglomerados	42
2.3 As Correções- k	43
2.4 Amostra de Galáxias Limitada em Volume	44
2.5 Amostra de Controle	45
2.6 Sobre os Resultados da Síntese Espectral e o STARLIGHT	46
2.6.1 O Código Starlight	47
2.6.2 A Base Espectral	48
3. <i>Caracterização das Amostras</i>	55
3.1 Galáxias em Aglomerados em $z \sim 0$	55
3.2 Definição da Sequência Vermelha	57
3.3 Galáxias de Campo em $z \sim 0$	60

3.4	Primeiras Comparações entre Aglomerados e Campo	61
3.5	Completeza em Massa Estelar	63
4.	<i>Resultados da Síntese Espectral</i>	67
4.1	As Massas Estelares	67
4.2	Idades e Metalicidades	69
4.3	A Relação entre a Massa Estelar e a Idade	76
4.4	Relação Massa-Luminosidade	78
4.5	Dispersões na RS	82
5.	<i>Sobre as Populações Estelares e suas Histórias Evolutivas</i>	89
5.1	As Populações Estelares das Galáxias	89
5.1.1	A Formação Estelar Recente	92
5.1.2	A Época de Formação da RS	95
5.1.3	Sobre a Síntese Espectral das Galáxias Vermelhas	97
5.2	Uma Breve Análise sobre a Evolução da RS	99
5.3	Trajetórias Evolutivas no CMD	103
6.	<i>Conclusões e Perspectivas</i>	109
	<i>Referências</i>	115

Introdução

O conhecimento de como as galáxias se formam e evoluem e de quando estes processos tiveram início estão entre as grandes questões em aberto da astronomia moderna. Saber experimentalmente a “época” de formação das galáxias nos possibilita impor restrições sobre os diversos *modelos de universo* propostos atualmente que tentam explicar as origens do universo e de suas estruturas. O próprio conceito de idade ou época de formação de galáxias é incerto e, por si só, consiste uma questão a ser tratada.

O paradigma que vivemos hoje é o chamado de formação *hierárquica* de estruturas. Nele acredita-se que as primeiras galáxias a aparecerem no universo seriam pequenas e se formariam nos maiores poços de potencial gerados pela distribuição primordial de matéria (Peacock 1999). Depois, por meio de interações e fusões consecutivas formar-se-iam as galáxias maiores e mais massivas. Mesmo que, pelo cenário hierárquico, essas estruturas tenham terminado de ser “construídas” em épocas mais recentes ou ainda estejam em processo de constituição, as evidências sugerem que as galáxias elípticas e lenticulares mais brilhantes, por exemplo, são formadas por uma população estelar velha (Baade 1958; Bower et al. 1992). Apesar da vasta aceitação desse cenário, diversas questões ainda necessitam ser melhor esclarecidas e o conhecimento da época de formação das galáxias e de sua evolução são de fundamental relevância para isto.

Nesse contexto, a observação tanto das galáxias próximas quanto em maiores *redshifts* constitui-se importante método para impor vínculos sobre o surgimento desses objetos. O principal objetivo deste trabalho de mestrado é utilizar os resultados do método conhecido como *síntese empírica de populações*, um tipo de síntese espectral (ver Cid Fernandes et al. 2005, 2007; Mateus et al. 2007), e as propriedades dos diagramas cor-magnitude para exa-

minar a época de formação das galáxias. Um aspecto fundamental para a realização desse estudo diz respeito a obtenção e seleção das amostras em meio às inúmeras observações já realizadas. Atualmente, vivemos na era dos grandes *surveys* (e.g. Sloan Digital Sky Survey, 2dF Galaxy Redshift Survey, DEEP2 Redshift Survey, Large Synoptic Survey Telescope, entre outros), cujas análises têm permitido e permitirão ainda mais aprofundar nosso conhecimento sobre a evolução das galáxias. Neste projeto usamos como fonte de dados observacionais o *Sloan Digital Sky Survey*¹ (SDSS), que é um dos projetos mais ambiciosos do mundo em termos de mapeamento do céu extragaláctico.

1.1 Motivações Observacionais

Reforçadas por esses grandes catálogos de observações, diversas características fotométricas das galáxias ganharam uma visibilidade mais ampla revelando uma série de particularidades das populações de galáxias antes não percebidas em observações individuais ou na análise de pequenas amostras. O próprio conceito de *populações de galáxias* surge nesse contexto para ajudar a identificar as macro características mais relevantes das galáxias no universo. Entre elas, a chamada *bimodalidade* destaca-se por aparecer em grande parte dos parâmetros observacionais, desde as cores (Strateva et al. 2001; Wild et al. 2005) a outros observáveis fotométricos e espectroscópicos (Blanton et al. 2003; Kauffmann et al. 2003; Brinchmann et al. 2004; Mateus et al. 2006). A bimodalidade consiste na existência de dois grandes grupos de galáxias distintos que, de maneira bastante geral, são descritas como um sendo mais vermelho, antigo, de morfologia mais elíptica ou lenticular e com pouca ou nenhuma evidência de formação estelar recente e outro mais azul, jovem, de morfologia espiral ou irregular e com altos índices de formação estelar. Esse é o esteriótipo das populações de galáxias, mas, apesar de sua aparente simplicidade, essa distribuição contém preciosas informações sobre como as galáxias evoluíram desde sua formação.

Os *aglomerados de galáxias* têm-se mostrado excelentes laboratórios para o estudo dessas propriedades desde suas primeiras observações nas placas fotográficas (Shapley e Ames 1926). Trabalhos como o de Zwicky (1937) foram pioneiros no estudo dos aglomerados. Mas foi em 1958 que Abell, em seu célebre trabalho, *The Distribution of Rich*

¹ Ver <www.sdss.org/>. Descrições mais detalhadas do projeto SDSS encontram-se no capítulo 2.

Clusters of Galaxies, compilou o primeiro grande catálogo de aglomerados. Desde então muitos catálogos apareceram cobrindo uma vasta faixa de massas e riquezas. Nesse tipo de ambiente, a bimodalidade pode ser observada no diagrama da cor em função da magnitude, o conhecido *Diagrama Cor-Magnitude* (CMD, de color-magnitude diagram). O diagrama cor-magnitude nada mais é que uma versão extragaláctica do antigo diagrama de Hertzsprung-Russell. Nele aparecem duas regiões características. Uma região dispersa populada por galáxias mais azuis chamada de *nuvem azul* (BC, de blue cloud) e outra região, dependendo do tamanho do aglomerado, mais pronunciada e formando uma estreita faixa de galáxias vermelhas denominada de *sequência vermelha* (RS, de red sequence), de modo que as mais vermelhas são, em média, mais brilhantes (Baum 1959; Visvanathan e Sandage 1977). Essa relação entre as cores e a magnitude das galáxias mais vermelhas parece ser praticamente linear desde magnitudes absolutas de ~ -19 até as galáxias mais brilhantes ~ -24 . Nas últimas décadas também, relações entre as cores e índices de linha, massa e outros parâmetros também foram reportadas por diversos autores (Bower et al. 1992; Kuntschner 2000; Trager et al. 2000; Bernardi et al. 2005; Sánchez-Blázquez et al. 2006, entre outros). Essa sequência vermelha têm sido vastamente usada para sondar a evolução das galáxias (e.g. Faber 1973; Sandage e Visvanathan 1978; Bower et al. 1992; Worthey 1994; Kodama e Arimoto 1997; Graves et al. 2009), tornando-a uma das mais importantes relações apresentadas por galáxias elípticas e lenticulares, sendo até mesmo usada para identificar aglomerados de galáxias em grandes catálogos fotométricos quando não há redshift espectroscópico disponível (e.g. Gladders e Yee 2000; Miller et al. 2005).

Originalmente, a sequência vermelha foi interpretada como sendo devido ao aumento da metalicidade com a luminosidade ou massa. Resumidamente, entende-se que quanto maior a massa de uma galáxia, maior sua capacidade de reter metais (assumindo que estes podem ser removidos para o meio intergaláctico por ventos de supernova) e, quanto maior a metalicidade, mais vermelho torna-se o espectro desta galáxia. No entanto, mais recentemente, diversos autores têm encontrado que variações da idade podem ser relevantes para a explicação da sequência vermelha (e.g. Gonzalez et al. 1993; Ferreras et al. 1999; Terlevich et al. 1999; Poggianti et al. 2001; Jimenez et al. 2007). O fato dessa sequência ter uma dispersão pequena tem sido considerado uma evidência a favor da pouca variação na idade das galáxias e, portanto, na época de formação das elípticas e lenticulares (Bower

et al. 1992; Kodama e Arimoto 1997). Esta observação tem sido apontada como evidência de um cenário de formação estelar coordenada (e rápida) em redshifts de formação muito antigo (da ordem de $z > 2$) para essa classe de galáxias (e.g. Visvanathan e Sandage 1977; Bower et al. 1992; Ellis et al. 1997; Kodama et al. 1998; Stanford et al. 1998; Kelson et al. 2001). Esse cenário é consistente com o modelo de *colapso monolítico* de formação de galáxias, como proposto por Eggen et al. (1962).

Por outro lado, não podemos esperar que essa seja a história completa. Aglomerados de galáxias são ambientes bastante hostis e existem evidências observacionais e teóricas suficientes para acreditarmos que tenham uma importante influência para a evolução tanto das galáxias da sequência vermelha quanto para as galáxias e os pequenos grupos de galáxias que constantemente caem sobre os aglomerados. Constatações da dependência do ambiente na morfologia das galáxias foram classicamente reportadas por Dressler (1980), através da conhecida relação *morfologia-densidade* e revisitadas recentemente por outros autores (Whitmore et al. 1993; Mateus et al. 2007; Sanchez-Blazquez et al. 2009). De maneira geral, esta relação mostra que existe uma dependência entre o ambiente que circunda a galáxia e a sua forma (ou morfologia) no sentido de que quanto maior a densidade local projetada, maior a fração de galáxias classificadas como elípticas e lenticulares e quanto menor a densidade local, maior a fração de galáxias classificadas com espirais e irregulares. Não somente a morfologia (via classificação visual, índices de concentração, etc.), mas também diversos parâmetros espectrofotométricos (como cores e índices espectrais) apresentam esta dependência com o ambiente (ver Mateus et al. 2007).

Recentemente, questões intrigantes têm sido levantadas sobre estes assuntos, como por exemplo, se a relação morfologia-densidade é uma relação primordial ou se ela aparece ao longo do tempo (e.g. Poggianti et al. 2009), ou ainda se o ambiente é mais influente para as galáxias pertencentes a sequência vermelha ou as classificadas morfologicamente como elípticas ou lenticulares. É necessário ter em mente que nem todas as galáxias da sequência vermelha tem morfologia elíptica ou lenticular, nem todas as elípticas e lenticulares estão na sequência vermelhas e algumas das galáxias pertencentes a esses grupos ainda estão ativamente formando estrelas (Graves et al. 2009). Muitos autores confundem e/ou simplesmente ignoram isso, o que por vezes pode gerar tentativas frustradas de comparação entre diferentes trabalhos. Alguns defendem, por exemplo, que galáxias da sequência ver-

melha parecem estar mais correlacionadas com o ambiente do que as galáxias classificadas morfológicamente como elípticas e lenticulares (e.g. Kauffmann et al. 2004; Blanton et al. 2005; Martínez e Muriel 2006). Não é do escopo deste estudo examinar cada uma das classificações citados acima, no entanto, podemos destacar algumas de suas semelhanças e diferenças ao selecionarmos as amostras de galáxias de sequência vermelha e analisarmos seus resultados. O leitor deve estar atento com relação as diferentes classificações e suas implicações.

Outro aspecto importante atribuído à evolução das galáxias é a chamada “transformação morfológica” como descrito, por exemplo, por van Dokkum e Franx (2001). Trata-se da evolução natural na morfologia das galáxias ao longo da sequência de Hubble: no caso, de galáxias espirais e irregulares para lenticulares e elípticas. Inspirados pela própria existência das relações morfologia-densidade e outros efeitos observados em aglomerados, os autores sugerem que essas transformações aconteçam independentemente da presença de interações entre as galáxias dentro dos aglomerados (e.g., Mateus et al. 2007). Transformações devido a interações galáxia-galáxia são, em geral, lentas. Nos aglomerados, os tempos dinâmicos característicos são da ordem de alguns bilhões de anos (uma fração considerável do tempo de Hubble), o que não justificaria as frações de galáxias lenticulares em relação às espirais observada em aglomerados como sendo decorrentes desse tipo de interação (diferentemente do que ocorre em grupos, onde a dispersão de velocidades é menor e os efeitos de interação galáxia-galáxia são mais importantes). Sendo assim, para o estudo de aglomerados, outros processos são invocados a fim de tentar explicar o efeito de transformação morfológica. Dentre os mais debatidos na literatura, podemos destacar os processos que levam ao *interrompimento da formação estelar*, que acontecem tipicamente em galáxias que recentemente caíram em um aglomerado. Para isso, diferentes mecanismos têm sido propostos, como por exemplo: interações entre o meio interestelar e o meio intergaláctico que causam a remoção do gás das galáxias (*ram pressure stripping*, e.g. Gunn e Gott 1972; Fujita e Nagashima 1999; Vollmer et al. 2001), supressão da acreção de gás nas vizinhanças da galáxia (*starvation* e *strangulation*, e.g. Larson et al. 1980; Balogh et al. 2000; Bekki et al. 2001; Ziegler et al. 2001), aquecimento e remoção do gás frio por efeitos de interação gravitacional (*tidal interaction*, e.g. Spitzer e Baade 1951; Vollmer et al. 2001), entre outros. Não analisaremos neste trabalho os processos em si, mas sim procuraremos

averiguar a relevância do interrompimento de formação estelar na evolução das galáxias via observação da *historia de formação estelar*.

Uma interessante consequência das transformações morfológicas como proposto por van Dokkum et al. (2000) (ver também van Dokkum e Franx 2001) diz respeito ao que denominaram como o “progenitor bias”, que ocorre na análise de amostras em diferentes redshifts. Este viés está relacionado ao fato de que a classificação de uma galáxia pode variar com a sua evolução. Assim, os progenitores de galáxias classificadas hoje como elípticas e lenticulares “jovens” não estariam presentes nas amostras em altos redshifts (fenômeno as vezes chamado de *sample drop out*). De maneira geral, os autores discutem que uma galáxia que tenha deixado de formar estrelas evolui muito rapidamente (em termos de cores e índices espectrais) para a sequência vermelha. Em uma escala de tempo da ordem de 1 a 2 bilhões de anos, galáxias podem sofrer uma transformação completa da cor e do conteúdo estelar, enquanto que as transformações estruturais levam muito mais tempo.

Normalmente nos referimos às propriedades das galáxias principalmente por parâmetros como morfologia, massa, dispersão de velocidades, “tamanho”, luminosidade total, índice de concentração, etc. No entanto, é muito interessante termos acesso a outras características mais intrínsecas desses objetos, como o conteúdo estelar. As estrelas de uma galáxia não foram todas produzidas simultaneamente e nem todas são constituídas pelas mesmas abundâncias de elementos químicos. O conceito de *populações estelares*, introduzido por Baade (1944), traz justamente a ideia de que uma galáxia é formada por grupos de estrelas, cada um com características semelhantes e com histórias de formação similares. Neste trabalho, acessamos as informações do conteúdo estelar das galáxias por meio de uma técnica de síntese espectral conhecida como síntese empírica de populações. Através dela, recuperamos as componentes estelares de uma galáxia observando seu espectro integrado (e.g. Kauffmann et al. 2003; Heavens et al. 2004; Panter et al. 2004; Cid Fernandes et al. 2004; Schiavon 2007).

1.2 O Método da Síntese Espectral

Passaremos agora a descrever o principal método de análise utilizado neste trabalho: o Método da Síntese Espectral. Discutiremos sua origem e relevância no estágio atual da

“astronomia de grandes bancos de dados”, bem como os aspectos técnicos mais relevantes para nos auxiliar na interpretação dos resultados obtidos por meio desta técnica.

1.2.1 História e Desenvolvimento

O espectro de uma galáxia é a impressão digital de sua história de formação e evolução. Tanto as características gerais quanto a intensidade ou forma das linhas espectrais codificam a infinidade de informações emitidas por estes corpos celestes. Apesar da complexidade, existem certas componentes das galáxias que podem dominar as características de uma determinada região espectral. Por exemplo, a fase terminal de algumas poucas estrelas velhas, pode dominar completamente a luz da componente vermelha de uma galáxia, enquanto que a luminosidade das estrelas massivas jovens pode dominar a região do ultravioleta e azul. As galáxias consideradas neste trabalho são estruturas distantes o suficiente para que estrelas individuais sejam não-discerníveis (observacionalmente não resolvidas), assim, o que se observa é o que chamamos de *espectro integrado*, que nada mais é que a luminosidade conjunta de todas as componentes radiativas da galáxia. Assim, o que se deseja é, a partir da quantidade de fluxo em cada comprimento de onda, tirar informações sobre as estrelas constituintes e da galáxia como um todo, sua idade, história de formação, composição química, história de enriquecimento, taxa de formação estelar, etc. Essa, evidentemente, não é uma tarefa trivial. É como olhar para a fotografia de uma cidade vista do alto e tentar descobrir quando ela foi fundada, quão rápido ela cresceu e quais são suas principais atividades somente a partir da fotografia! É evidente que se alguém conhece história da arquitetura, pode tirar uma série de conclusões olhando com cuidado as fachadas das construções. Entretanto, uma visão real de todos os aspectos necessita de muito mais informação por parte do observador do que simplesmente alguns poucos observáveis. Algo muito semelhante acontece com o estudo do espectro das galáxias.

Reproduzir os observáveis físicos de uma galáxia a partir de componentes básicas é uma técnica conhecida como *síntese de população estelar*, que consiste em obter as cores e/ou os espectros através de uma combinação destes observáveis em estrelas de uma biblioteca (ver, por exemplo, Bruzual e Charlot 2003; Maraston 2005). Essa abordagem é relativamente antiga (e.g. Crampin e Hoyle 1961; Tinsley 1972; Tinsley e Gunn 1976, e outros), entretanto, os principais problemas que a acompanhavam só foram resolvidos praticamente

nas duas últimas décadas. Mesmo com o desenvolvimento das teorias de evolução estelar e da compilação de catálogos espectrofotométricos estelares, algumas dificuldades existiam e continuam latentes. Por exemplo, distintas história de formação, combinadas a diferentes populações estelares, extinções estelares e metalicidades de conteúdos gasosos podem produzir uma luz integrada muito parecida.

Esse tipo de problema esteve presente desde as primeiras tentativas de modelagem espectrofotométrica. A incompleteza das bibliotecas, a baixa resolução espectral, bem como a grande quantidade de parâmetros desconhecidos, levaram a problemas de degenerescência de resultados como, por exemplo, o conhecido caso da degenerescência idade-metalicidade (O'Connell 1976, 1980; Aaronson et al. 1978; Worthey 1994; Faber et al. 1995). Por esses e outros motivos a técnica chegou a ser abandonada por volta do começo dos anos 80, mas diversos esforços baseados na síntese *evolutiva* de populações estelares (Tinsley 1978; Bruzual 1981; Bruzual e Charlot 1993; Maraston 1997; Bruzual e Charlot 2003; Thomas et al. 2003, etc.) trouxeram à abordagem um novo ânimo, mostrando ser uma poderosa ferramenta para a investigação da evolução de galáxias. A diferença básica entre as abordagens é que a mais antiga baseia-se primordialmente em dados empíricos, enquanto que a síntese evolutiva, sem prescindir de dados empíricos, é mais fortemente fundada sobre modelos e hipóteses teóricas.

Um dos principais produtos da síntese de populações estelares é a construção de uma população estelar simples (SSP, de *simple stellar population*, Renzini 1981). Uma SSP é um conjunto de estrelas de mesma idade e metalicidade. Em outras palavras, a síntese de populações é uma simulação do que observaríamos em uma região em que as estrelas originaram-se aproximadamente na mesma época a partir de uma mesma nuvem molecular progenitora. Em muitos casos de interesse astrofísico acredita-se que esta seja exatamente a situação. Os exemplos mais clássico desses casos são os aglomerados globulares. Em geral, os modelos explicam muito bem uma série de observações. Das SSP ajustadas a diagramas cor-magnitude, é possível obter, entre outros, a idade dos aglomerados (idade essa sustentada por medições do ponto de “turn-off” da sequência principal). No campo da astrofísica extragaláctica, utilizar uma única população estelar simples para se ajustar as observações de uma galáxia como um todo é até ingênuo porque, na grande maioria dos casos, as galáxias são formadas por uma sucessão de eventos de formação estelar, o que

só pode ser descrito por uma população estelar composta. Desse modo, a abordagem é mais complexa: ao invés de se ajustar uma simples combinação de observáveis de estrelas distintas, procura-se o ajuste de combinações de SSPs de diferentes idades e metalicidades, sendo que existem diversas técnicas para realizar tal tarefa.

1.2.2 A Síntese Empírica de Populações e o STARLIGHT

Não somente as técnicas diferem entre si (com relação aos modelos que utilizam) mas os próprios observáveis físicos ajustados podem variar de abordagem para abordagem. Entre esses observáveis ajustados, os mais comuns são as cores, os índices espectrais e linhas específicas de emissão ou absorção. Apesar dos muitos resultados obtidos com o ajuste destas grandezas, usar essa classe de observáveis implica em *deixar de usar* grande parte da informação fornecida pelas galáxias: o espectro integrado completo. É nesse contexto que o método de *síntese espectral* surge como um avanço considerável. A síntese espectral consiste em se reproduzir a distribuição espectral de energia observada (SED, de Spectral Energy Distribution) como um todo, ao invés de somente algumas partes dela (Charlot e Longhetti 2001; Cid Fernandes et al. 2004). Há alguns anos, a abordagem de utilizar o espectro como um todo poderia ser considerada uma técnica com aplicações reduzidas em função da limitada quantidade de galáxias com este tipo de observação. Entretanto, a era dos grande surveys (especialmente com o SDSS) introduziu o surgimento de gigantescos bancos de dados espectroscópicos e permitiu a obtenção de centenas de milhares de espectros de alta qualidade, requerendo o desenvolvimento de técnicas de análise como a síntese espectral. Neste trabalho, a sua implementação como ferramenta de análise é feita através do código STARLIGHT² (ver Cid Fernandes et al. 2005; Mateus et al. 2006).

1.3 Sobre esta Dissertação

Esta dissertação está organizada da seguinte maneira: No capítulo 2, apresentamos a base de dados experimentais utilizada neste trabalho. Descrevemos os catálogos e os critérios da escolha de nossas amostras e, no capítulo 3, demonstramos suas principais

² Descrições mais detalhadas e alguns aspectos técnicos com respeito a base espectral serão abordados mais adiante na Seção 2.6.

características. No capítulo 4, apresentamos os resultados da síntese espectral e realizamos uma análise canônica sobre estas grandezas. No capítulo 5, estudamos mais profundamente as populações estelares constituintes das galáxias e debatemos os possíveis cenários de formação e evolução das galáxias mais antigas no universo. No capítulo 6, realizamos um apanhado geral dos principais resultados desta dissertação e debatemos algumas das perspectivas para trabalhos futuros.

Base de Dados

Utilizamos como fonte de dados o Sloan Digital Sky Survey (SDSS, York et al. 2000) bem como os resultados da síntese de seus espectros. Apresentaremos neste capítulo os catálogos e os critérios utilizados para a obtenção das amostras. Em todos os cálculos, ao longo deste trabalho, utilizaremos os valores da cosmologia padrão, com $h = 0.7$ e $(\Omega_M, \Omega_\Lambda) = (0.3, 0.7)$.

Na Seção 2.1 descreveremos o SDSS, apresentaremos as definições das magnitudes usadas no catálogo e comentaremos sobre as principais mudanças que o Sloan sofreu em sua última publicação oficial. Na Seção 2.2 apresentaremos o catálogo de aglomerados usado neste trabalho e na Seção 2.3 demonstraremos o método utilizado para efetuar as correções- k no cálculo da magnitudes absolutas. Nas Seções 2.4 e 2.5 mostraremos os critérios utilizados para selecionar as galáxias em aglomerados e na amostra de controle, respectivamente. Por fim, na Seção 2.6 descreveremos sucintamente alguns aspectos técnicos do Starlight e da base espectral.

2.1 O Sloan Digital Sky Survey

O SDSS é um ambicioso projeto de mapeamento de cerca de um quarto do céu. Voltado principalmente para o hemisfério norte, o mapeamento tem produzido dados há quase uma década e alcançou no ano de 2008 sua sétima publicação oficial¹ (DR7 Adelman-McCarthy et al. 2008). O projeto é conduzido com um telescópio de 2.5 m localizado no Apache Point Observatory no Novo México (Gunn et al. 2006). O telescópio é equipado principalmente com dois poderosos instrumentos. Primeiro, um mosaico de câmeras digitais de

¹ Ver www.sdss.org/dr7/

120 megapixels, que cobre 1.5 graus quadrados (equivalente a oito luas cheias), obtêm as imagens do céu em modo “drift” (o telescópio é apontado para uma posição fixa enquanto o “céu movimenta-se”) através de cinco filtros simultaneamente (ver Gunn et al. 1998). Os dados são então processados (Lupton et al. 2001; Stoughton et al. 2002; Pier et al. 2003) e calibrados no sistema AB² (Hogg et al. 2001; Smith et al. 2002; Ivezić et al. 2004; Tucker et al. 2006) obtendo imagens com um limite de completeza de 22.2 magnitudes na banda-*r*. As curvas de resposta³ dos filtros podem ser vistas na Figura 2.1. Os erros nos dados fotométricos variam entre 2 – 3% (dentro dos limites de completeza), dependendo da banda.

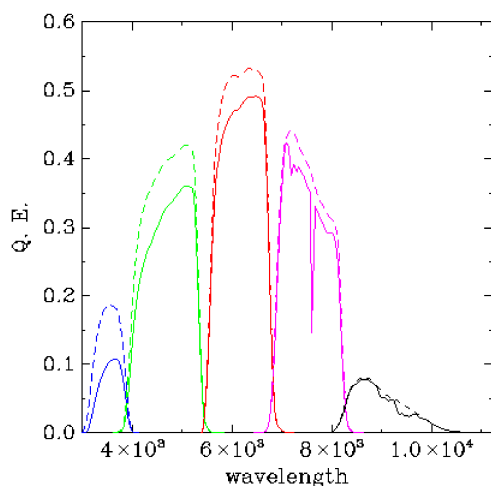


Figura 2.1: Eficiência quântica de transmissão (Q.E., de quantum efficiency) em função do comprimento de onda para os cinco filtros utilizados no imageamento do SDSS. Traços pontilhados representam as curvas dos filtros propriamente ditas enquanto que as linhas cheias representam a transmissão levando em conta a absorção da atmosfera para uma massa de ar no Apache Point igual a $X = 1.3$. Fonte: site do SDSS.

O segundo equipamento é constituído por dois espectrógrafos multi-fibras capazes de obter 640 espectros de uma vez (320 fibras por espectrógrafo). Os alvos espectroscópicos são selecionados automaticamente por um software que identifica, a partir das cores obtidas pelas câmeras, candidatos a galáxias, estrelas e quasares. Uma placa de alumínio perfurada com a posição de cada objeto escolhido é colocada no plano focal do telescópio e, em cada orifício, é introduzida uma fibra-ótica cuja largura total corresponde a 3'' no

² Ver www.sdss.org/DR7/algorithms/fluxcal.html

³ Ver www.sdss.org/DR7/instruments/imager/

céu. Para galáxias muito próximas isso implica que o espectro é obtido apenas da parte central da galáxia, mas para objetos mais distantes boa parte de sua luz cai dentro da região delimitada pela fibra. A luz é levada do plano focal pelas fibras para cada um dos espectrógrafos, que contêm dois CCDs de 2048×2048 pixels cada. Cada feixe é separado em dois (um canal azul de 3800 a 6100 Å e um canal vermelho de 5900 a 9100 Å) por um filtro dicróico e passa por uma rede de difração cuja resolução final está na faixa de 1850 a 2200⁴. O tempo de integração das observações é feito de modo que a razão sinal-ruído em cada pixel seja $S/N > 4$, de modo a alcançar medidas fiduciais de magnitude na banda-*g* (em $g = 20.2$) e na banda-*i* (em $i = 19.9$). Em boas condições de observação isso representa 3 exposições de 15 minutos cada. A partir do espectro são feitas medidas de redshift⁵ através do ajuste de uma série de diferentes linhas espectrais. Os erros associados a esse tipo de medida são da ordem de 30 km/s. Uma série de outros parâmetros são obtidos através dos “pipelines” fotométricos e espectroscópicos do SDSS. Discussões sobre parâmetros específicos usados ao longo deste trabalho serão detalhadas mais adiante, quando necessário.

A amostra espectroscópica principal de galáxias do SDSS (*Spectroscopy Galaxy Main Sample*) é selecionada até o limite de 17.77 magnitudes na banda-*r*. Os dados para este trabalho foram obtidos para a sétima publicação de dados do SDSS (*DR7*⁶, Adelman-McCarthy et al. 2008) obedecendo a critérios que serão descritos mais a diante.

2.1.1 Algumas Definições do SDSS

É importante ter em mente as principais definições de magnitudes utilizadas pelo Sloan⁷. São elas as magnitudes: **Petro**, **PSF**, **fibra** e **spectro**.

A definição de magnitude **Petro** (de *Petrosian*; ver Petrosian 1976) surgiu devido a dificuldade de obtenção de uma fotometria consistente para galáxias porque estas, diferen-

⁴ Ver www.sdss.org/dr7/instruments/spectrographs/

⁵ Ver www.sdss.org/dr7/algorithms/redshift_type.html

⁶ O artigo de referência para o DR7 mantém-se o mesmo que o DR6. As mudanças mais relevantes entre estas duas publicações, para estudos de astronomia extragaláctica, dizem respeito a adição de 577 novas placas e melhorias nos cálculos de redshift fotométrico, que não faremos uso. Mudanças mais profundas entre o DR6 e o DR7 estão ligadas ao programa SEGUE, que não é de interesse para este trabalho. Para uma descrição completa dessas mudanças acessar www.sdss.org/dr7/start/aboutdr7.html

⁷ Ver também definições no site: www.sdss.org/dr7/algorithms/photometry.html

temente das estrelas (que são consideradas fontes pontuais), são objetos extensos, sendo ingênua uma definição de tamanho padrão por não apresentarem um mesmo perfil radial de brilho superficial nem possuírem um limite bem definido. De modo a evitar vieses, esta definição visa obter para todas as galáxias uma mesma fração da luz total independentemente da posição e distância do objeto ou da cosmologia. O SDSS utiliza uma forma ligeiramente modificada do sistema de Petrosian (1976). Nele, calcula-se o *raio de Petrosian* de acordo com Blanton et al. (2001) e Yasuda et al. (2001), definindo os parâmetros de modo que a maior fração da luz da galáxia esteja compreendida dentro deste raio com o mínimo de introdução de ruído devido ao céu. Em tese, a magnitude **Petro** deve corresponder ao fluxo total obtido por um ajuste de perfil exponencial de brilho superficial. No entanto, enquanto que a fração da luz medidas em aberturas ajustadas por algum perfil (exponencial ou de deVaucouleurs) varia com o redshift, as magnitudes **Petro** permanecem razoavelmente constantes com o redshift. Por este motivo, adotamos em nosso trabalho esta magnitude como a estimativa mais apropriada da magnitude total da galáxia.

No caso da fotometria de fontes pontuais (estrelas) o SDSS utiliza, para a obtenção do fluxo total, o método padrão de fotometria PSF (Point Spread Function). Sem entrar nos pormenores deste método, os ajustes de modelo de uma PSF são feitos de modo a reduzir a dependência da fotometria com o *seeing*. Na prática, as variações na magnitude obtidas por este método estão limitadas a no máximo 0.02 magnitude mesmo para um seeing considerado ruim ($\sim 2''$). Isto permite uma fotometria praticamente independente da qualidade fotométrica da noite e é de extrema importância para a calibração absoluta do SDSS, como será mostrado na próxima seção.

A magnitude de **fibra** também é derivada fotometricamente (como as magnitudes **Petro** e **PSF**), mas tem a função de imitar a magnitude obtida através da fibra óptica utilizada na produção do espectro. A abertura para o cálculo desta magnitude é definida como o diâmetro da fibra ($3''$). Originalmente, esta magnitude era usada para a calibração das medidas espectroscópicas.

Enquanto que as três primeiras magnitudes são obtidas fotometricamente a última (**spectro**), como sugere o nome, é derivada diretamente a partir do *espectro*. Todas estas magnitudes são calculadas pelo SDSS e podem ser acessadas através de uma busca SQL na base de dados do Sloan (CAS, *Catalog Archive Server*), assim como todos os demais

parâmetros do SDSS. No entanto, para o nosso trabalho, calculamos as magnitudes `spectro` diretamente dos espectros observados corrigidos pela extinção Galáctica (ver Seção 2.3 para mais detalhes).

2.1.2 Sobre o DR7

Devido a relevância e larga utilização do SDSS como fonte de dados observacionais, também é importante ressaltar aqui alguns dos avanços que as suas duas últimas publicações (DR6 e DR7) trouxeram em relação a publicação anterior (DR5). Estes avanços ocorreram principalmente no que diz respeito a calibração espectroscópica. Originalmente, a calibração espectroscópica era feita impondo-se uma correspondência entre as medidas de magnitude `spectro` e as magnitudes de `fibra` para a lista das estrelas-padrão do SDSS. Entretanto, a relação entre a magnitude de `fibra` e a magnitude total das estrelas de calibração (a magnitude `PSF`) é dependente do seeing o que além de prejudicar a obtenção de uma calibração absoluta correta, causa efeitos ainda maiores porque as cores das estrelas medidas via magnitude de `fibra` apresentam um seeing ligeiramente diferente em cada banda (ver Adelman-McCarthy et al. 2008). Com essas limitações em mente, a partir do DR6 arbitrou-se que a calibração fotométrica fosse realizada de modo que o fluxo obtido pelo espectro das estrelas-padrão integrado sobre a curva do filtro (magnitude `spectro`) se iguale à magnitude `PSF` da fotometria destas mesmas estrelas. As relações de calibração obtidas são então estendidas a todos os demais objetos. Os gráficos da Figura 2.2 (tirado de Adelman-McCarthy et al. 2008) resumem as consequências desta mudança mostrando as diferenças entre as magnitudes de `fibra`, `spectro` e `PSF` para diferentes tipos de objetos observados.

Uma das consequências desta nova calibração é que os espectros são sistematicamente mais brilhantes no DR6 e DR7 do que os obtidos no DR5. Isso decorre do fato de que a `PSF` inclui em sua fotometria mais luz do que a compreendida dentro do diâmetro de $3''$. A diferença nos espectros é justamente a existente entre as magnitudes de `fibra` e `PSF` (de aproximadamente 0.35 magnitude) como vistas na Figura 2.2.

Além desta mudança, um outro aspecto foi reportado por Adelman-McCarthy et al. (2008). Para comprimentos de onda na região da quebra de 4000 \AA , no lado azul do espectro, observava-se variações residuais sistemáticas da ordem de 2% nas reduções do

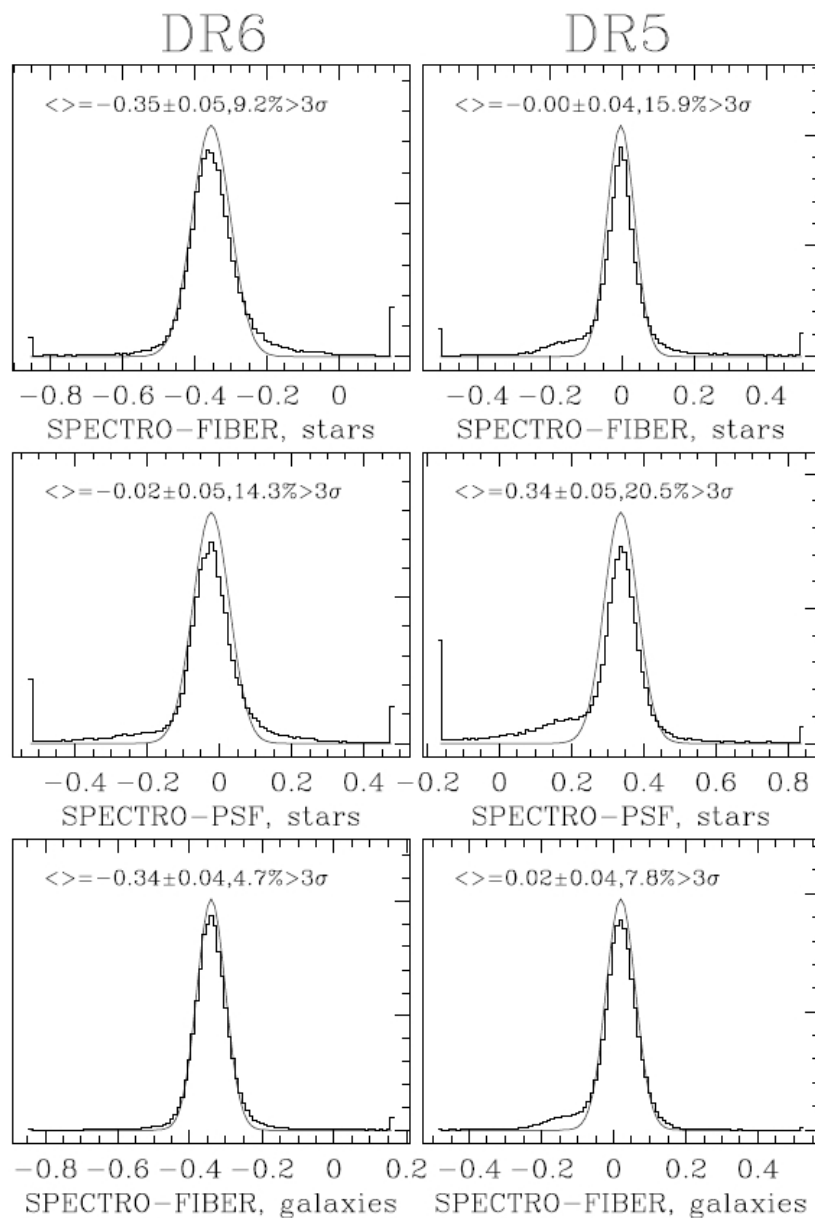


Figura 2.2: Distribuições da diferença entre a magnitude `spectro` e as magnitudes PSF e de fibra na banda-*r* para estrelas e galáxias do SDSS. Figura tirada de Adelman-McCarthy et al. (2008).

DR5. As oscilações observadas correspondem justamente a regiões de fortes linhas de absorção nas estrelas-padrão. Essas variações residuais foram eliminadas por não mais se ajustar a resposta instrumental características espectrais (linhas e bandas) mais finas que 25-50 Å (a não ser as correções telúricas) uma vez que os autores argumentam que não é esperado que a resposta varie nestas escalas. Isso causa uma sensível variação na parte azul do espectro, como pode ser visto na Figura 2.3 (também tirada de Adelman-McCarthy

et al. 2008).

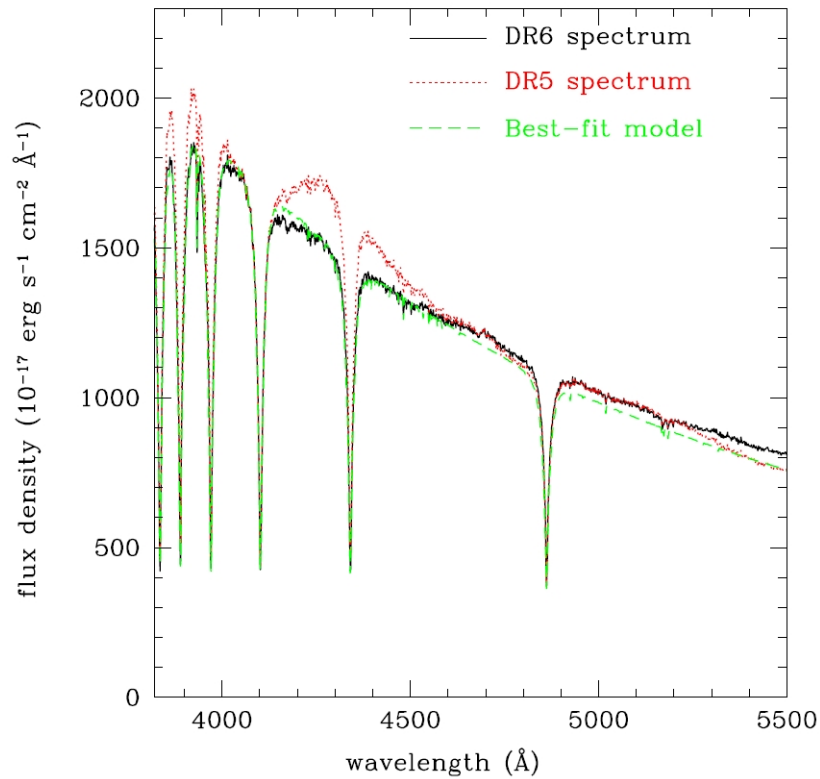


Figura 2.3: Exemplo de um espectro de uma estrela do tipo A0 do SDSS. A linha pontilhada é a observação do DR5 com a antiga calibração e a linha cheia com a nova calibração do DR6 em diante. A observação antiga foi escalonada para eliminar a diferença de 0.35 magnitude no fluxo. A linha tracejada é um modelo para este tipo de estrela ajustado e normalizado para coincidir com o fluxo da observação em 4500 Å. Figura tirada de Adelman-McCarthy et al. (2008).

Outras mudanças ainda poderiam ser nomeadas entre as ocorridas até esta última publicação do SDSS (como por exemplo, melhoras relativas a medida da velocidade radial de estrelas), mas têm uma relevância menor no estudo de objetos extragalácticos. As demais mudanças dizem respeito principalmente ao projeto “SEGUE” do SDSS, voltado a astronomia estelar.

2.2 Seleção das Galáxias em Aglomerados

Nosso objetivo ao escolher uma amostra foi o de obter galáxias presentes em aglomerados a fim de estudar as propriedades de suas populações estelares e compará-las com as regiões de campo. Para isso, utilizamos o catálogo de aglomerados C4⁸ de Miller et al. (2005). Este catálogo é constituído de 748 aglomerados identificados na amostra espectroscópica da segunda publicação de dados do SDSS (*DR2*, ver Abazajian et al. 2004). Apesar de o catálogo ter sido usado sobre o DR2, nenhuma diferença existe, em relação a posição e a riqueza dos aglomerados, entre o DR2 e o DR7. No entanto, para os dados espectroscópicos utilizamos o DR7 devido as mudanças na calibração citadas na seção anterior.

O catálogo C4 é estimado ser $\sim 90\%$ completo e ter 95% de pureza para massas de aglomerado acima de $M_{200} = 1 \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ até o redshift de $z \sim 0.12$. Para nosso trabalho, selecionamos aglomerados cujo redshift central estivesse na faixa de $0.03 < z_c < 0.12$. Isso resultou em 659 aglomerados cujas distribuições de dispersão de velocidades e riquezas apresentamos na Figura 2.4. A dispersão de velocidades do aglomerado σ_c é determinada pelos autores através do método “bi-weighted estimator”⁹ dentro de um raio de $1.5 h^{-1} \text{Mpc}$ do centro do aglomerado. A riqueza N_c é definida como a contagem de galáxias mais brilhantes que $M_r = -19.8$ dentro do mesmo raio e que possuam velocidades no intervalo de $\pm 4\sigma_c$ do valor central. O intervalo de valores destas quantidade mostra que o catálogo contém desde grupos até aglomerados ricos. Os valores das medianas das grandezas são apresentados nos gráficos e valem 576 km/s e 23 , respectivamente para σ_c e N_c .

Após a escolha dos aglomerados, selecionamos as galáxias da amostra do SDSS (*DR7-Galaxy Main Sample*). Fizemos uma busca em cone por galáxias dentro do raio de $1.5 h^{-1} \text{Mpc}$ das posições centrais dos aglomerados dados pelo catálogo C4. Restringimos a busca na terceira dimensão selecionando apenas galáxias com velocidades radiais dentro do limite de $\pm 3\sigma_c$ do redshift central do aglomerado. Isto resultou em uma amostra de 27875 galáxias, das quais 19628 possuem resultados para a síntese espectral (ver critérios para a obtenção da síntese na Seção 2.6).

⁸ Ver www.ctio.noao.edu/~chrism/C4/

⁹ Ver www.ctio.noao.edu/~chrism/C4/SDSS_PARAMETERS.html

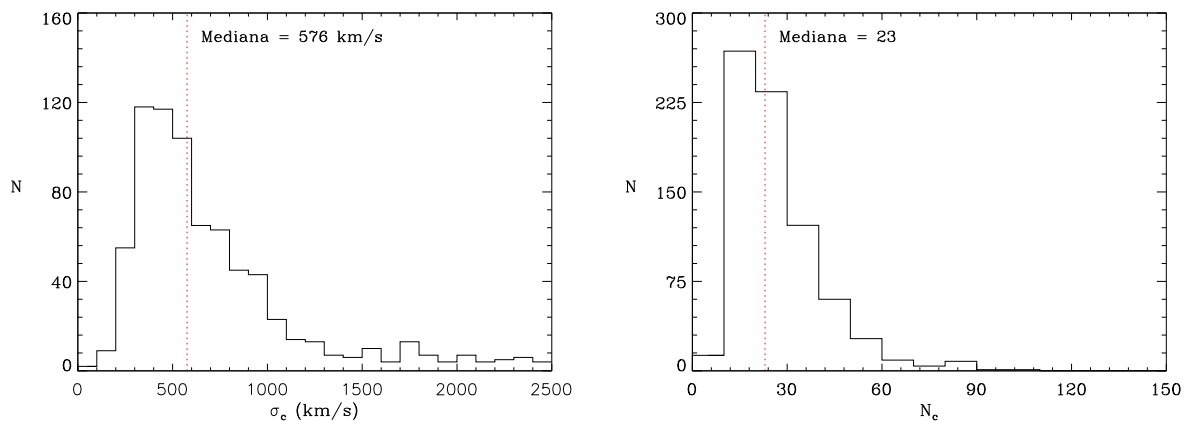


Figura 2.4: Distribuição da dispersão de velocidades e da riqueza para os 659 aglomerados C4 do SDSS (Miller et al. 2005) encontrados no intervalo de redshifts de $0.03 < z_c < 0.12$. As linhas pontilhadas em cada painel correspondem a mediana da quantidade.

2.3 As Correções- k

Para a obtenção das magnitudes absolutas totais das galáxias, calculamos as *correções- k* diretamente dos espectros observados.

Os espectros utilizados neste trabalho foram obtidos de Cid Fernandes et al. (2009, em preparação). Estes espectros foram corrigidos do efeito da extinção galáctica com a curva de extinção de Cardelli et al. (1989) com $R_V = 3.1$, parametrizada pela extinção na banda- V (A_V). Os valores de A_V foram obtidos para cada galáxia, de acordo com sua posição, utilizando os mapas de Schlegel et al. (1998).

O procedimento para a obtenção da correção- k consiste em calcular as magnitudes aparentes e absolutas diretamente do espectro e então obter a correção- k pela relação:

$$M_{\text{spectro}} = m_{\text{spectro}} - 5 \log \left(\frac{D_L(z)}{10 \text{ pc}} \right) - k_{\text{corr}} \quad (2.1)$$

onde D_L é a distância de luminosidade em parsecs.

As magnitudes m_{spectro} foram obtidas fazendo-se a integração do espectro observado (ou modelado pelo Starlight, quando explicitamente citado) multiplicado pela curva de resposta do filtro (Figura 2.1) para cada banda em questão. As magnitudes aparentes (m_{spectro}) são calculadas deixando-se o espectro no referencial de observação. As magnitudes absolutas (M_{spectro}) são obtidas colocando-o no referencial de repouso fazendo-se as

seguintes transformações:

$$\lambda \rightarrow \lambda/(1+z) \quad (2.2)$$

$$F_\lambda \rightarrow F_\lambda(1+z)^3 \quad (2.3)$$

Estas magnitudes absolutas, no entanto, não representam uma boa estimativa da magnitude total da galáxia pois o diâmetro da fibra é, em geral, menor que o diâmetro angular projetado das galáxias. Assim, obtendo os valores de correção- k pela equação 2.1, aplicamo-los sobre as magnitudes **Petro** que, como mencionado, são usadas como estimativa da magnitude total da galáxia. Por este método, obtemos valores de correção- k para cada galáxia, individualmente, e independente de modelo. Isso que nos fornece uma correção muito mais precisa que as obtidas por métodos fotométricos.

2.4 Amostra de Galáxias Limitada em Volume

Utilizando-se das correções calculadas acima, a amostra de galáxias em aglomerados foi restrita a duas amostras limitadas em volume (magnitude absoluta), a fim de eliminar vieses de seleção. Além de restringir as amostras em magnitude absoluta, também a restringimos em faixas estreitas de redshifts de modo a eliminar efeitos de evolução estelar dentro de cada amostra. A variação devido a efeitos de evolução passiva em amostras com redshift mediano baixo é pequena, mas pode não ser desprezível. A fim de minimizar esses efeitos, restringimos o redshift das galáxias entre $0.03 < z < 0.05$ para uma amostra mais próxima. Também selecionamos uma segunda amostra mais distante com redshifts entre $0.10 < z < 0.12$ para estudarmos os possíveis efeitos da evolução estelar. Estas faixas correspondem, na cosmologia padrão, a um intervalo de tempo de $\sim 0.2 Gano$. Nestes redshifts a amostra é completa em magnitude para galáxias mais brilhantes que $M_r = -19.2$ e $M_r = -21.4$, respectivamente. A Figura 2.5 mostra o diagrama da magnitude absoluta (já corrigida pela correção- k) em função do redshift para as galáxias em aglomerados, bem como os limites das seleções em volume para as amostras mais próxima e mais distante. Para cada uma destas regiões, obtivemos respectivamente, um número de 2554 e 2914 galáxias. A curva formada pelo corte razoavelmente definido no diagrama da Figura 2.5 indica o limite espectroscópico em magnitude aparente de $r = 17.77$. O corte não é absolutamente bem definido pois a correção- k varia de objeto para objeto. Estas são

as galáxias em aglomerados que serão usadas em nossa análise.

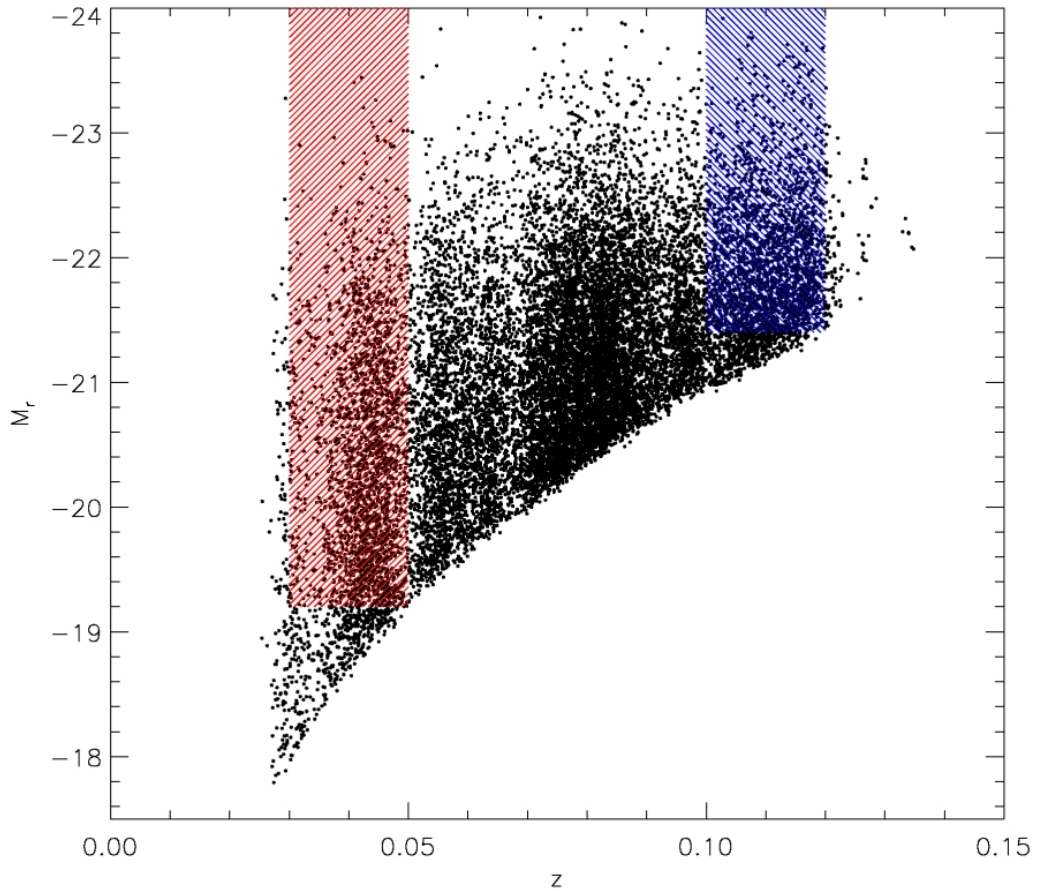


Figura 2.5: Magnitude absoluta, com correção- k obtida através do espectro, em função do redshift das galáxias do SDSS pertencentes aos 659 aglomerados com $0.03 < z_c < 0.12$ do catálogo C4 (Miller et al. 2005). Os retângulos hachurados indicam as amostras limitadas em volume ($M_r < -19.2$ e $M_r < -21.4$) nas faixas de $0.03 < z < 0.05$ e $0.10 < z < 0.12$.

2.5 Amostra de Controle

Além da amostra de galáxias em aglomerados, também selecionamos galáxias que não pertençam a nenhum dos aglomerados do catálogo C4 – estas são as chamadas *galáxias de campo*. A amostra de galáxias de campo serviu como grupo de controle em nossa análise. Ela foi obtida escolhendo duas regiões independentes no céu de 210 graus quadrados cada, uma de baixa declinação ($-2^\circ < \text{DEC} < 5^\circ$) e outra de alta declinação ($56^\circ < \text{DEC} < 63^\circ$). Ambas as regiões estão compreendidas no intervalo de ascensão reta (RA, *right ascension*)

de $170^\circ < \text{RA} < 200^\circ$. A Figura 2.6 mostra as regiões em questão sobrepostas sobre as galáxias em aglomerados do catálogo C4. Em ambas as regiões foram selecionadas apenas as galáxias não pertencentes aos aglomerados, que possuam resultados da síntese espectral e cujo redshift estivesse nos intervalos de $0.03 < z < 0.05$, de modo a selecionarmos o mesmo volume acima.

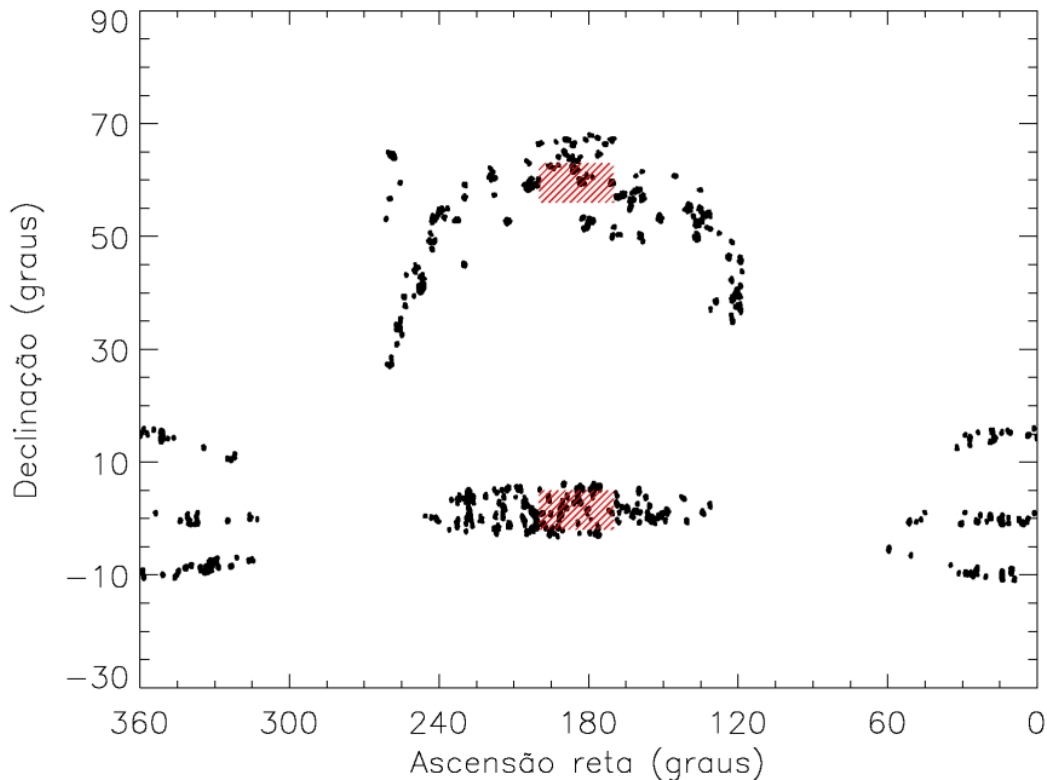


Figura 2.6: Amostra de galáxias em aglomerados. As posições das galáxias estão no sistema equatorial – ascensão reta e declinação. As áreas hachuradas retangulares representam as regiões onde foram selecionadas as galáxias de campo. Em ambas as regiões foram selecionadas somente galáxias não pertencentes aos aglomerados e cujo redshift estivesse no intervalo de $0.03 < z < 0.05$.

2.6 Sobre os Resultados da Síntese Espectral e o STARLIGHT

Além dos dados obtidos diretamente do SDSS, também utilizamos como fonte de dados os resultados da síntese espectral para estas galáxias selecionadas. Utilizamos, neste trabalho, os resultados da síntese obtidos pelo Starlight para, praticamente, todo o catálogo

espectroscópico do SDSS conforme Cid Fernandes et al. (2009, em preparação), que obteve a síntese para galáxias com redshift $z > 0.002$ e que com um nível de confiança no cálculo do redshift maior que 35%. Isso foi feito para garantir uma qualidade mínima nos resultados, gerando uma amostra de 926246 galáxias. Esses resultados se encontrarão publicamente disponíveis no site do projeto Starlight¹⁰. Entre eles estão, idade médias, metalicidade médias, dispersão de velocidades, massa estelar, avermelhamento na banda- V , relações massa-luminosidade, composição estelar (via vetores de população), entre outros. Cada um dos resultados utilizados em nossa análise serão descritos em maiores detalhes mais adiante quando necessário. A seguir, descreveremos resumidamente o Starlight e algumas de suas particularidades.

2.6.1 O Código Starlight

O Starlight é um código computacional que realiza a decomposição de um espectro observacional sobre uma base de espectros previamente definida pelo usuário. O espectro modelado $M(\lambda)$ é a combinação linear destes espectros de base. Matematicamente, ele pode ser representado pela seguinte expressão:

$$M(\lambda) = M_{\lambda_0} \left[\sum_{j=1}^N x_j b_j(\lambda) r(A_V^j, \lambda) \right] \otimes G(v_*, \sigma_*) \quad (2.4)$$

onde N é o número de componentes da base espectral, $b_j(\lambda)$ é o j -ésimo elemento da base (normalizado no comprimento de onda λ_0), x_j é a fração da luz no comprimento de onda λ_0 com que o j -ésimo elemento da base contribui para o espectro (análogo ao peso em uma soma ponderada) e $r(\lambda)$ é o termo de avermelhamento, isto é, a extinção interestelar presente *no objeto modelado*, sendo $r(\lambda) = 10^{-0.4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$. Como hipótese de trabalho, assumimos que a curva de extinção utilizada para representar a extinção da galáxia modelada seja semelhante a da nossa Galáxia. Para isso utilizamos a lei de Cardelli et al. (1989). Outra hipótese adotada é que todas as componentes estelares sofram a mesma extinção, i.e., cada elemento da base é avermelhado pela mesma lei de extinção com os mesmos parâmetros (apesar de ser possível ao código Starlight ajustar diferentes valores de A_V para cada componente da base). A fração de luz x_j pode, de maneira equivalente, ser expressa em termos do vetor de fração de massa μ_j se o usuário tiver

¹⁰ Em: www.starlight.ufsc.br/

em mãos tanto os espectros observados quanto a base espectral calibrados em fluxo. O símbolo \otimes representa uma convolução entre o espectro e uma distribuição gaussiana G de velocidades das componentes estelares (centrada na velocidade sistêmica v_* e com dispersão σ_*). Essa convolução tem a finalidade de reproduzir o alargamento e o deslocamento sistemático das linhas espectrais devido à cinemática estelar. Por fim, M_{λ_0} é o fluxo no comprimento de onda de normalização λ_0 .

O ajuste do espectro observado é feito através de uma técnica probabilística conhecida como *Simulated Annealing*, utilizada para encontrar mínimos globais de funções em um grande espaço (geralmente discreto) de parâmetros, com um esquema de *Metropolis*. Procura-se, para isso, um mínimo para o valor de $\chi^2 = \sum_{\lambda} [(O_{\lambda} - M_{\lambda})/e_{\lambda}]^2$, onde e_{λ} é o erro do espectro observado O_{λ} (para mais informações ver Cid Fernandes et al. 2004, e suas referências).

2.6.2 A Base Espectral

A definição de uma base espectral adequada é de vital importância para a obtenção de resultados que possuam alguma conexão com a realidade. Por exemplo, se desejamos identificar a idade das componentes estelares de uma galáxia, os espectros da base precisam reproduzir fielmente populações estelares com idades bem definidas. O mesmo vale para a metalicidade. Para este trabalho, adotamos uma base de populações estelares simples provenientes do modelo de Bruzual e Charlot (2003, daqui em diante BC03).

O BC03 é um modelo espectrofotométrico usado para computar a evolução espectral de populações estelares entre as idades de 1×10^5 a 2×10^{10} anos para uma considerável faixa de metalicidades. Os modelos dispõem de espectros com resolução de 3 \AA na faixa de 3200 a 9500 \AA e com resolução mais baixa para valores fora desta faixa no intervalo de 91 \AA a $160 \mu\text{m}$. O modelo consiste principalmente de dois ingredientes fundamentais: as trajetórias evolutivas e as bibliotecas de espectros estelares. As Tabelas 2.1, 2.2 e 2.3 (tiradas de BC03) resumem as descrições e as fontes das trajetórias evolutivas e das bibliotecas espectrais (com suas particulares calibrações) utilizadas no modelo. Além destes, um outro importante ingrediente é a função de massa inicial (IMF). A IMF, em termos gerais, define a quantidade de estrelas de uma determinada massa que surgem em um surto de formação estelar. O modelo BC03 permite a escolha entre a IMF clássica de Salpeter e a

de Chabrier.

A base utilizada neste trabalho contém 150 SSPs do modelo de BC03 distribuídas em 25 idades que variam de 1 *Mano* a 18 *Ganos* e 6 metalicidades, a saber, 0.005, 0.02, 0.2, 0.4, 1.0 e 2.5 Z_{\odot} . Seguindo as prescrições sugeridas pelos autores, utilizamos o modelo que conta com as trajetórias evolutivas de Padova 1994 e a função de massa inicial de Chabrier. Adotamos as bibliotecas de espectros estelares de BaSeL (com a calibração BaSeL 3.1) e STELIB para os intervalos de comprimento de onda mostrados na Tabela 2.2. Os espectros que compõem esta base podem ser visualizados na Figura 2.7. Cada um dos seis painéis representa uma metalicidade da base com seus respectivos 25 componentes de idade. Os espectros de menor idade encontram-se, em geral, mais acima em cada painel e os de maior idade, mais abaixo pois as populações estelares mais jovens são, normalmente, mais luminosas que as populações mais velhas. Os espectros são calibrados em fluxo e estão normalizados para uma unidade de massa solar (M_{\odot}). A base em questão foi o resultado de diversos trabalhos e colaborações cuja discussão e principais referências bibliográficas podem ser vistas em Cid Fernandes et al. (2005, daqui em diante CF05) e Mateus et al. (2006).

Um aspecto técnico importante de se ressaltar diz respeito as idades das SSPs utilizadas na base. O leitor pode notar que algumas das populações utilizadas na síntese espectral assumem valores maiores que a idade do universo. Isso é um artefato desta base decorrente do modelo de BC03 (ver Seção 5.1.3 para mais explicações) introduzido propositalmente a fim de melhorar a qualidade dos ajustes de espectros, que, evidentemente, não representa uma idade real. Assim, para os cálculos das idades adotamos uma idade máxima para as populações estelares de modo a não subestimarmos demais a estimativa das idades obtidas. Apesar disso, enfatizamos que os valores absolutos de idade (ou metalicidade) não são tão relevantes para este trabalho quanto o são as *correlações* destas grandezas com outros parâmetros estruturais e fotométricos.

Outro aspecto da base, relacionado ao modelo de BC03, é que este não reproduz as linhas de emissão observadas, apenas as linhas de absorção das atmosferas estelares. Desse modo, para realizar os ajustes com esta base foi necessário “mascarar” as regiões de linhas de emissão, i.e., as regiões de linhas de emissão foram retiradas do espectro e interpoladas. Uma consequência disso, é que todo espectro modelado possuem apenas as linhas de

Tabela 2.1 - Trajetórias evolutivas usadas em BC03. Fonte: BC03

Nome	Metalicidades	Fonte
Padova 1994	0.001 – 0.10	Alongi et al. (1993) Bressan et al. (1993) Fagotto et al. (1994a) Fagotto et al. (1994b) Girardi et al. (1996)
Padova 2000	0.0004 – 0.03	Girardi et al. (2000)
Geneva	0.02	Schaller et al. (1992) Charbonnel et al. (1996) Charbonnel et al. (1999)

Tabela 2.2 - Bibliotecas de espectros estelares de BC03. Fonte: BC03

Nome	Tipo	Intervalo de comprimento de onda	Poder de resolução	Intervalo de Metalicidades	Fonte
BaSeL	teórica	91 Å a 160 μm	300	$10^{-5} Z_{\odot}$ a $10 Z_{\odot}$	Kurucz (1995, p.c.) Bessel et. al. (1989) Bessel et. al. (1991) Fluks et. al. (1994) Allard & Hauschidt (1995) Rauch (2002)
STELIB	observacional	3200 Å a 9500 Å	2000	$-2.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.50$	Le Borgne et. al. (2003)
Pickles	observacional	1205 Å a 2.5 μm	500	Z_{\odot}	Pickles (1998) Fanelli et. al. (1992)

Tabela 2.3 - Diferentes calibrações da base BaSeL. Fonte: BC03

Nome	Calibração	Fonte
BaSeL 1.0	teórica	Lejeune et al. (1997) Lejeune et al. (1998)
BaSeL 2.2	semi-empírica	Lejeune et al. (1997) Lejeune et al. (1998)
BaSeL 3.1	semi-empírica	Westera (2000) Westera et al. (2002)

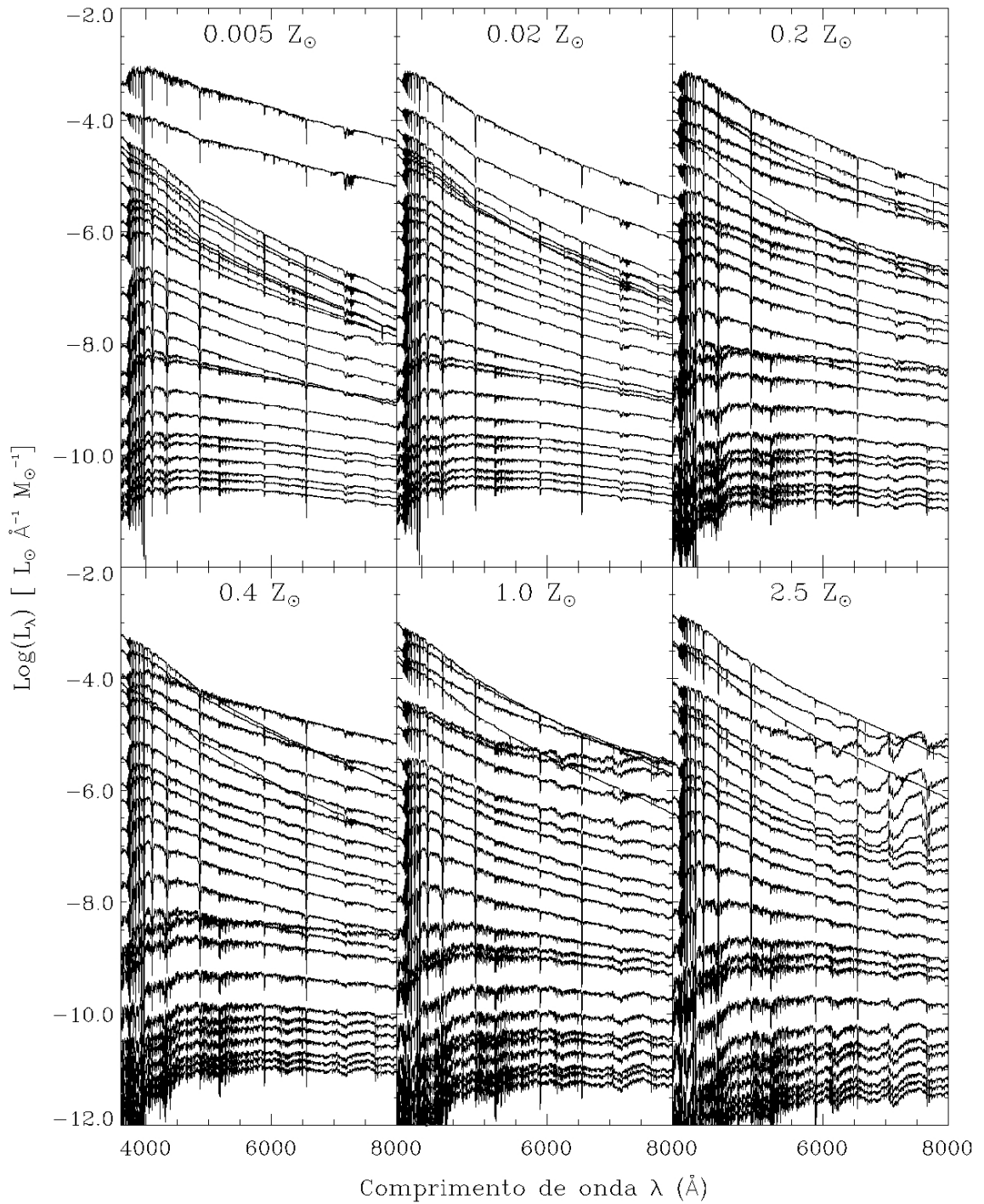


Figura 2.7: Espectros das SSPs do modelo de BC03 utilizados como base espectral para o código Starlight. Cada painel representa uma metalicidade da base (como indicado no todo ao centro de cada painel) contendo as 25 SSPs com idades que variam entre 1 *M* ano a 18 *G* anos. Os espectros estão normalizados para uma unidade de massa solar.

absorção.

Alguns exemplos dos ajustes realizados com o Starlight podem ser vistos nos gráficos da Figura 2.8, tirados de Cid Fernandes et al. (2005). Os painéis acima mostram os espectros observados (em verde) de duas galáxias do SDSS, uma típica galáxia passiva, sem linhas de emissão, e vermelha (a esquerda) e outra, uma galáxia azul com fortes linhas de emissão (a direita). Sobrepostos (em preto) estão os espectros modelados pelo Starlight. Na parte inferior dos painéis de cima são mostrados também os erros do espectro observado e os marcadores (ou *flags*, em vermelho) que indicam a posição dos pixels defeituosos e das janelas das linhas de emissão. Nos painéis abaixo são mostrados os espectros dos resíduos do ajuste (em preto) com as regiões que não foram levadas em conta no ajuste (em verde). Os ajustes são extremamente acurados com apenas algumas flutuações sistemáticas que evidenciam alguns problemas residuais com os modelos fotométricos (uma consequência disto será mostrada mais adiante). A precisão também é muito boa principalmente para galáxias com razão $S/N \sim 15$ e superior.

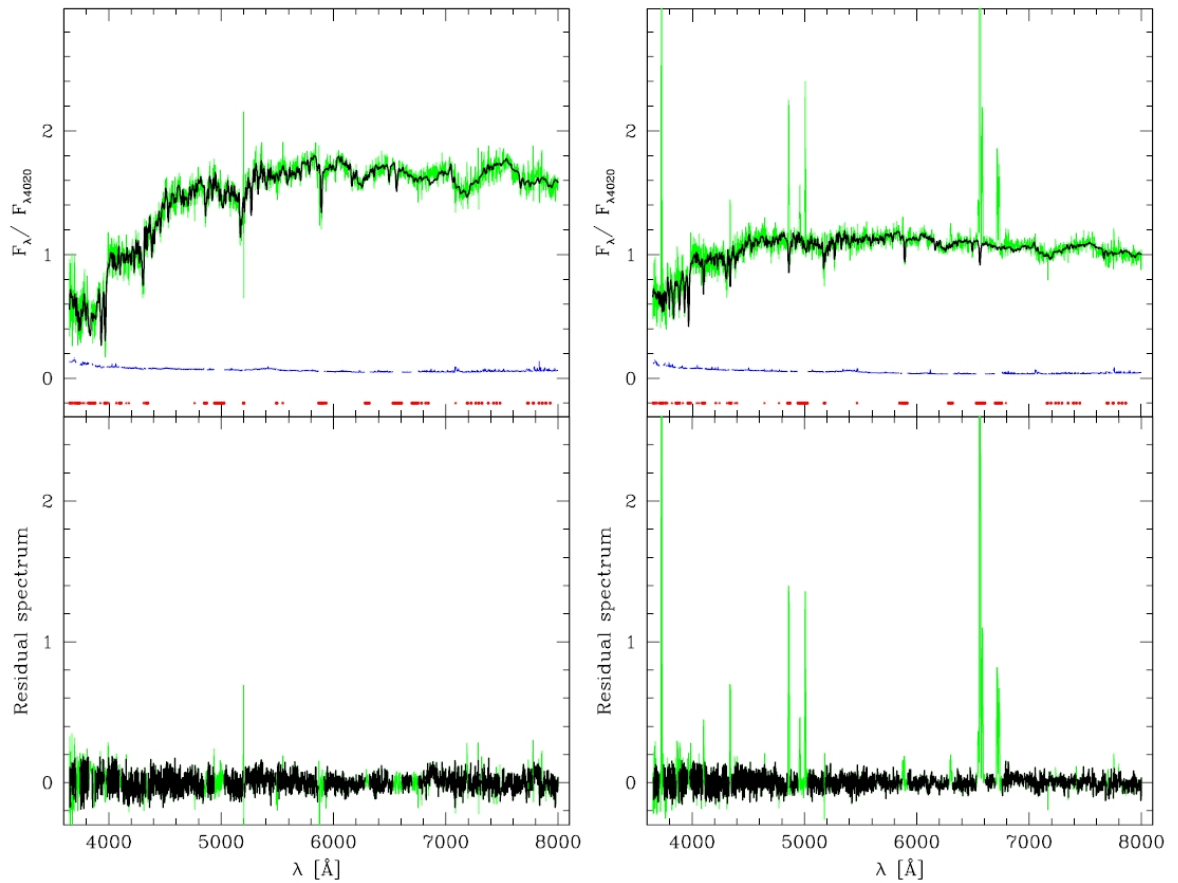


Figura 2.8: Ajustes de espectros observados para duas galáxias do SDSS, uma galáxias passiva (a esquerda) e uma galáxia ativa (a direita). Os painéis acima mostram o espectro observado (em verde) com seus erros (abaixo em azul) e o espectro modelado (em preto); também mostram os marcadores (*flags*) dos pixels ruins e das regiões de linhas de emissão. Fonte: Cid Fernandes et al. (2005).

Caracterização das Amostras

Neste capítulo passaremos a expor as principais características de nossa amostra de galáxias em aglomerados limitada em volume (Seção 3.1). Mostraremos o diagrama cor-magnitude (CMD) e outras características relevantes deste conjunto de dados. Na Seção 3.2, exporemos os critérios utilizados para a definição da sequência vermelha (RS) e da nuvem azul (BC) que serão usados nos capítulos a seguir. Também caracterizaremos o grupo de controle na Seção 3.3 e o compararemos com a amostra das galáxias em aglomerado na Seção 3.4. Por fim, discutiremos a questão da completeza da amostra em relação a massa estelar das galáxias na Seção 3.5.

Todas as magnitudes absolutas utilizadas nesta e demais análises já foram corrigidas pela correção- k como descrito na Seção 2.3. As cores que apresentam o sub-índice k indicam que foram calculadas a partir destas magnitudes absolutas corrigidas.

3.1 Galáxias em Aglomerados em $z \sim 0$

O estudo de galáxias em baixo redshift ($z \sim 0$) é o ponto de partida para todo estudo da formação e evolução destes objetos. Elas são o vínculo final e mais bem determinado da complexa cadeia de processos que geram uma galáxia. Em particular, para galáxias em aglomerados esse estudo torna-se essencial pois em $z = 0$ observamos os aglomerados em seu estado mais virializado (i.e., mais próximo do equilíbrio dinâmico).

De maneira geral, os aglomerados apresentam uma fração maior de galáxias vermelhas que as regiões de campo. Como mencionado, elas parecem distribuir-se sobre uma estreita faixa nos CMDs. Na Figura 3.1, no painel da esquerda, mostramos o CMD das galáxias em aglomerados da amostra mais próxima ($0.03 < z < 0.05$). O redshift mediano da amostra

está em $z = 0.0431$. Podemos notar a característica da bimodalidade pela presença da nuvem azul e de uma proeminente sequência de galáxias vermelhas. O painel da direita mostra a distribuição da cor $(g-r)_k$, que enfatiza a existência de um pico elevado neste histograma. Notamos que a maior parte da amostra está na região mais vermelha; de fato, quase de 75% destas galáxias têm cor $(g-r)_k > 0.6$.

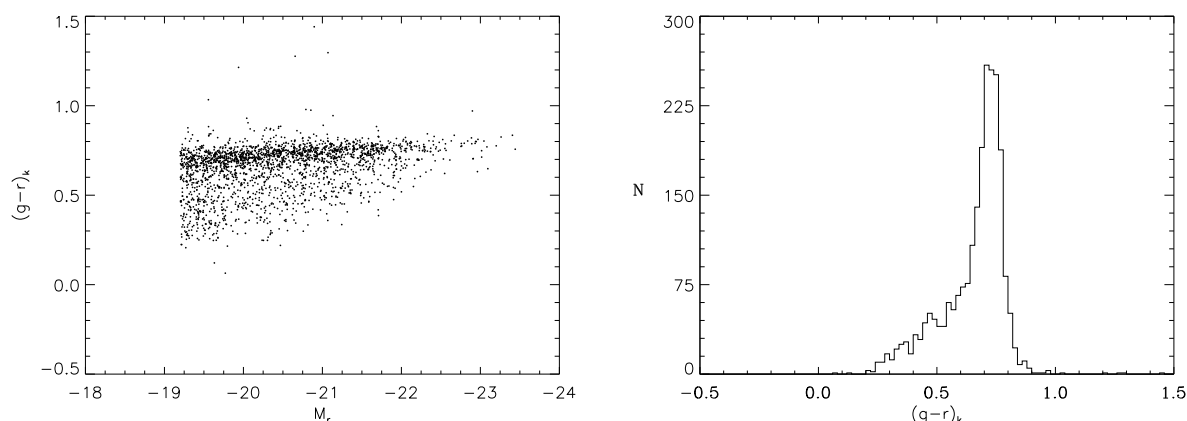


Figura 3.1: Amostra de galáxias em aglomerado na região de $0.03 < z < 0.05$. O painel a esquerda mostra o diagrama da cor $(g-r)_k$ em função da magnitude absoluta na banda- r . O painel a direita mostra a distribuição desta mesma cor.

Os gráficos da Figura 3.2 mostram mais algumas características desta amostra. O painel da esquerda mostra a distribuição de massa total sintetizada em estrelas desde o início das galáxias (M_{ini}), o que corresponde a soma da massa em estrelas mais a massa de gás, originalmente em estrelas, que retornou para o meio interestelar ao longo da história da galáxia (ambas as quantidades estão entre os resultados da síntese conforme CF05). A massa M_{ini} é, portanto, uma estimativa da massa bariônica das galáxias que passou por estrelas. O painel da direita explicita ainda mais a questão da bimodalidade das populações de galáxias mostrando a distribuição do índice espectral D_n4000 (segundo definição de Balogh et al. 1999), que mede a “altura” da quebra de 4000 Å em um espectro. A distribuição apresenta claramente dois picos distintos que indicam a existência de uma população de galáxias com grande quebra em 4000 Å e outra com menor quebra em 4000 Å.

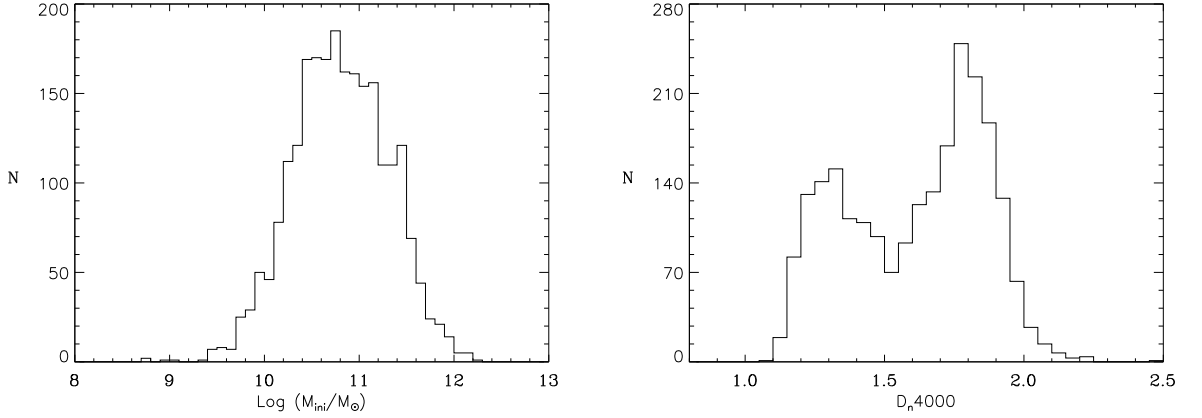


Figura 3.2: Distribuições da massa total sintetizada em estrelas M_{ini} (painel da esquerda) e do índice espectral D_n4000 (painel da direita) para a amostra de galáxias em aglomerado.

3.2 Definição da Sequência Vermelha

A bimodalidade tem sido uma característica bastante explorada por diversos autores. Mateus et al. (2006), por exemplo, realizam uma extensa revisão sobre o tema para uma amostra de galáxias limitada em volume do universo local. Os autores discutem a bimodalidade na cor, na estrutura (via índice de concentração $C = R_{90}/R_{50}$) e no espectro (via índice D_n4000) em termos da presença de formação estelar recente onde, de maneira geral, mostram que galáxias mais jovens (e mais azuis) apresentam uma menor quebra em 4000 Å e são menos concentradas. Por sua vez, as galáxias “passivas”, ou sem evidência de formação estelar recente (mais velhas e vermelhas) são mais concentradas e apresentam uma forte quebra em 4000 Å. Eles obtêm, empiricamente, valores ótimos de cor ($u - r = 2.35$), índice de concentração ($C = 2.62$) e índice espectral ($D_n4000 = 1.67$) que separam as duas populações. Diversos autores, como mencionado, têm procurado estabelecer uma relação entre as galáxias da RS e galáxias que pararam de formar estrelas ativamente. Romeo et al. (2008) sugere que, ao longo da história de formação, as galáxias, começando pelas mais brilhantes, vão se estabelecendo sobre a RS a medida que param de formar estrelas, constituindo o que eles chamam de *dead sequence*, i.e., galáxias passivas, sem formação estelar. A medida que o tempo cosmológico passa, mais galáxias são acrescentadas a sequência na medida que caem nos aglomerados e, por algum processo, deixam de formar estrelas. Evidentemente, as duas populações devem estar correlacionadas e pro-

curaremos, ao longo deste trabalho, inferir sobre tal relação. Para isso, precisamos definir, com clareza, a região da RS sem introduzir vieses de seleção.

As definições de sequência vermelha que encontramos na literatura estão quase sempre associados a algum tipo de “chute inicial” para a relação linear que melhor descreve as galáxias pertencentes a este grupo. Alguns autores chegam a fazer esse ajuste inicial visualmente e depois fixam um dos parâmetros (geralmente a inclinação) para ajustar o outro por algum método de reamostragem (*bootstrapping*). Em nosso trabalho, ajustamos a RS primeiramente selecionando as galáxias com cor $(g - r) > 0.6$. Isso garante que a maior parte das galáxias dessa subamostra sejam vermelhas. Utilizamos então um método robusto de ajuste linear para encontrar a relação que melhor ajusta estas galáxias. O ajuste empregado é conhecido como ajuste por “mínimo desvio absoluto” (LAD, *least absolute deviation*, Press et al. 2007). Diferentemente do método dos mínimos quadrados, no lugar de minimizar o valor de χ^2 , o ajuste por LAD minimiza a grandeza

$$\sum_{i=0}^{N-1} |y_i - a - bx_i|, \quad (3.1)$$

que é o somatório dos desvios absolutos. Esta minimização está relacionada a mediana da distribuição de modo que o ajuste é menos sensível a influências de pontos fora da tendência principal, tendendo a reproduzir o padrão linear associado ao maior número de pontos. Aplicando este método, obtivemos um ajuste robusto da RS como mostra o diagrama da Figura 3.3. O ajuste corresponde a equação

$$(g - r)_k = (0.25 \pm 0.04) - (0.0228 \pm 0.0018) M_r \quad (3.2)$$

onde os erros foram calculados por bootstrapping.

Podemos notar, visualmente, que o método reproduz muito bem a distribuição da faixa da RS. A linha cheia representa o relação linear ajustada enquanto que as linhas pontilhadas representam o intervalo que compreende duas vezes (para mais e para menos) a *mediana dos desvios absolutos* (d_{RS}). Assim, *definimos* a RS como constituída por toda galáxias pertencente ao intervalo

$$a + bM_r - 2d_{RS} < (g - r)_k < a + bM_r + 2d_{RS} \quad (3.3)$$

com os valores de a e b dados pela equação 3.2 e com $d_{RS} = 0.041$. Com este valor da mediana dos desvios absolutos a cor na RS corresponde a uma região de $\Delta(g - r)_{RS} \sim 0.16$

ao redor do pico da distribuição para cada valor de magnitude absoluta fixa. Através desta definição, obtivemos que 64.8% da amostra de galáxias em aglomerados próximos está compreendida na RS; 32.4% das galáxias estão na região da BC (abaixo da sequência) e 2.8% encontram-se acima da região da RS. Além disso, também constatamos que apenas 8.6% das galáxias mais vermelhas que $(g-r)_k = 0.6$ estão abaixo da região definida pela RS.

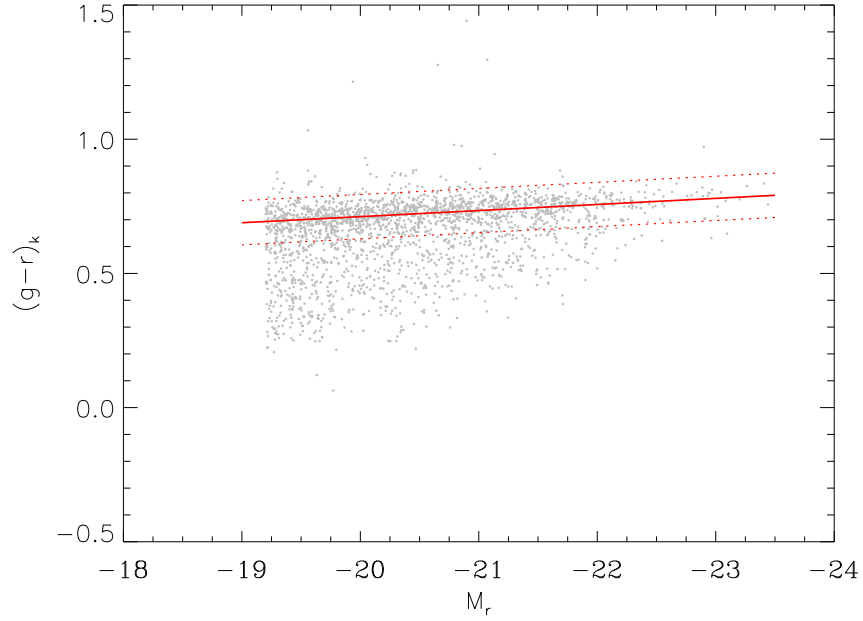


Figura 3.3: Ajuste da sequência vermelha (RS) no diagrama cor-magnitude da amostra de galáxias em aglomerados próximos ($0.03 < z < 0.05$). A linha cheia corresponde ao ajuste robusto das galáxias com a cor $(g-r)_k > 0.6$. As linhas tracejadas delimitam o intervalo de galáxias da RS como sendo duas vezes o valor da mediana dos desvios absolutos para mais e para menos.

Uma outra maneira de percebermos que a RS forma uma região relativamente estreita no diagrama cor-magnitude é observamos a distribuição dos resíduos da RS, como mostrado na Figura 3.4. Os resíduos são definidos de maneira semelhante ao desvio, como sendo a distância $r_i = (g-r)_{k,i} - a - bM_i^r$. Notamos que os resíduos são relativamente concentrados ao redor da reta ajustada e possuem uma distribuição relativamente simétrica; o valor da mediana desta distribuição (mostrado no gráfico) deve ser próximo a zero por construção.

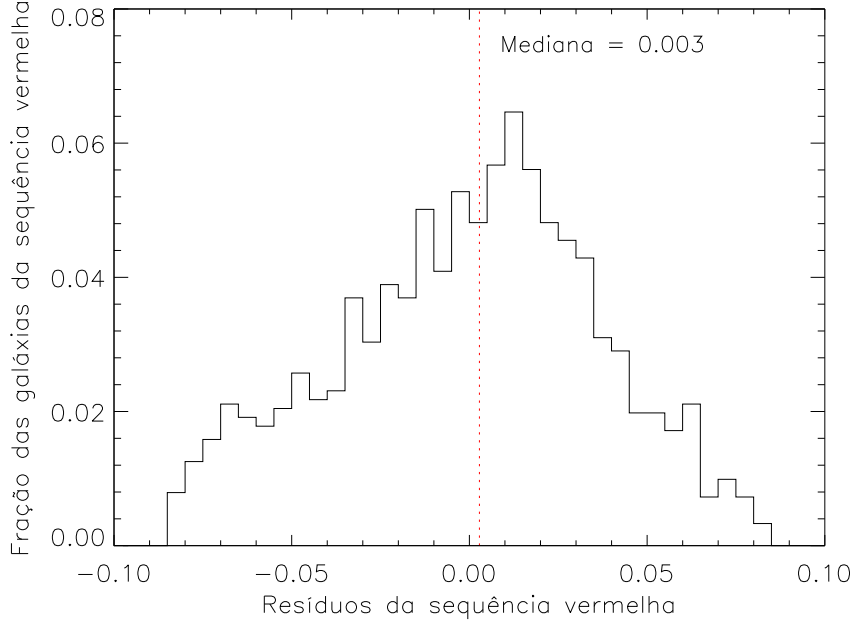


Figura 3.4: Distribuição dos resíduos do ajuste da RS selecionados pela relação 3.3.

3.3 Galáxias de Campo em $z \sim 0$

Tão importante quanto o estudo das próprias galáxias em aglomerados está a comparação com a contrapartida destas nas regiões de campo. Para isso, aplicamos os mesmos critérios descritos acima para as *galáxias de campo* em $z \sim 0$, cujo redshift mediano é $z = 0.046$. As Figuras 3.5 e 3.6 (descritas a seguir) trazem as características gerais destas galáxias do grupo de controle (em $0.03 < z < 0.05$) e as comparações com as galáxias em aglomerados. As distribuições foram normalizadas pelo número de dados de cada uma das amostras de modo a possibilitar as comparações.

Na Figura 3.5 apresentamos o CMD para as galáxias de campo. Realizamos o ajuste robusto para essa amostra que produziu a relação

$$(g - r)_k = (0.26 \pm 0.04) - (0.0215 \pm 0.0022) M_r \quad (3.4)$$

com um valor da mediana dos desvios absolutos de $d_{RS} = 0.046$. Notamos pouca diferença entre os parâmetros da equação 3.4 e a equação 3.2, mostrando a chamada *universalidade da sequência vermelha*. Apesar de pertencerem a ambientes tão distintos, as galáxias na RS parecem formar um grupo razoavelmente uniforme independentemente do meio que as

circundam. Entretanto, para a região de campo, a presença de uma sequência vermelha não implica que a maior parte das galáxias pertençam a esse grupo. Neste caso, observamos que a região da BC parece estar mais populada que a sequência propriamente dita. De fato, apenas 43.8% das galáxias de campo estão na RS, enquanto que 53.1% estão abaixo desta região, na BC, e 3.1% encontram-se acima da sequência.

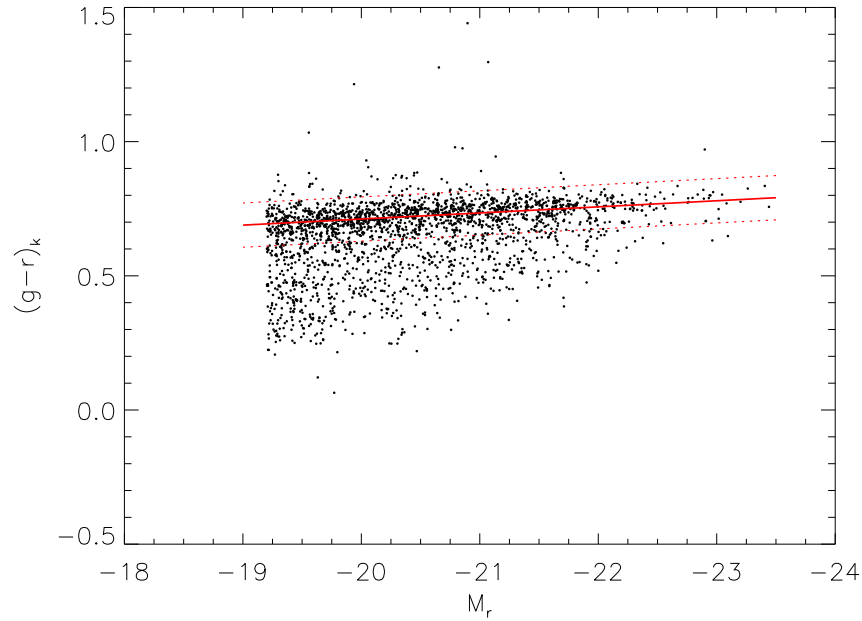


Figura 3.5: Diagrama cor-magnitude da amostra de galáxias de campo (em $0.03 < z < 0.05$). A linha cheia corresponde a um ajuste robusto para as galáxias com a cor $(g-r)_k > 0.6$. As linhas tracejadas delimitam o intervalo de galáxias da RS como sendo duas vezes (para mais e para menos) o valor da mediana dos desvios absolutos.

3.4 Primeiras Comparações entre Aglomerados e Campo

Na Figura 3.6 apresentamos as distribuições da cor $(g-r)_k$ (painel superior a esquerda), da massa total sintetizada em estrelas M_{ini} (painel superior a direita), do índice espectral D_n4000 (painel inferior a esquerda) e dos resíduos da RS (painel inferior a direita) para as galáxias em aglomerados (representada pela linha pontilhada vermelha) e de campo (representada pela linha tracejada azul). Podemos comparar as distribuições em cada região.

No canto superior direito de cada painel calculamos o teste estatístico de *Kolmogorov-Smirnov* (teste *K-S*) entre as distribuições de cada região. Em termos gerais, o teste *K-S* determina a probabilidade de se encontrar as diferenças observadas nas funções de distribuição cumulativas de duas amostras por pura flutuação estatística assumindo-se por hipótese que ambas sejam iguais (hipótese nula). Assim, quanto menor o valor da probabilidade *K-S* calculada, mais provável que as duas amostras sejam provenientes de distribuições genuinamente diferentes (Press et al. 2007). É importante ressaltar que a estatística *K-S* é particularmente sensível a variações do tipo “deslocamento” entre duas distribuições (evidenciado por mudanças no valor da mediana) e menos sensível a variações do tipo “alargamento” (ou diferenças de dispersão entre duas distribuições).

O fato da RS ser menos povoada na região de campo pode também ser notado nas distribuições de cor e do índice D_n4000 . Notamos que em ambas as distribuições a bimodalidade é um pouco menos expressiva na região de campo do que nos aglomerados, porém ainda perceptível. Elas retratam, também, um aumento na fração de galáxias azuis e uma diminuição das vermelhas na região de campo quando comparada com os aglomerados.

A distribuição dos resíduos das RS mostra que as galáxias pertencentes a esse grupo em aglomerados e no campo possuem distribuições semelhantes ao redor do ajuste robusto. O valor do teste *K-S* (mesmo que valha apenas 2%) não diferencia completamente as duas amostras. No entanto, notamos que a distribuição de resíduos das galáxias da RS de campo é ligeiramente menos concentradas ao redor do pico na distribuição da cor e assimétrica na direção de valores negativos de resíduos, o que indicaria uma tendência para valores menores de cor.

Outro aspecto interessante diz respeito a distribuição de massa das duas amostras. As distribuições de massa das galáxias mais massivas que $\log(M_{ini}/M_{\odot}) > 11$ são semelhantes entre as duas regiões (aglomerados e campo); no entanto, observamos um aumento das frações de galáxias menos massivas de campo em comparação com as frações de galáxias nos aglomerados de modo que, como um todo as distribuições são incompatíveis (com $K-S < 10^{-4}$).

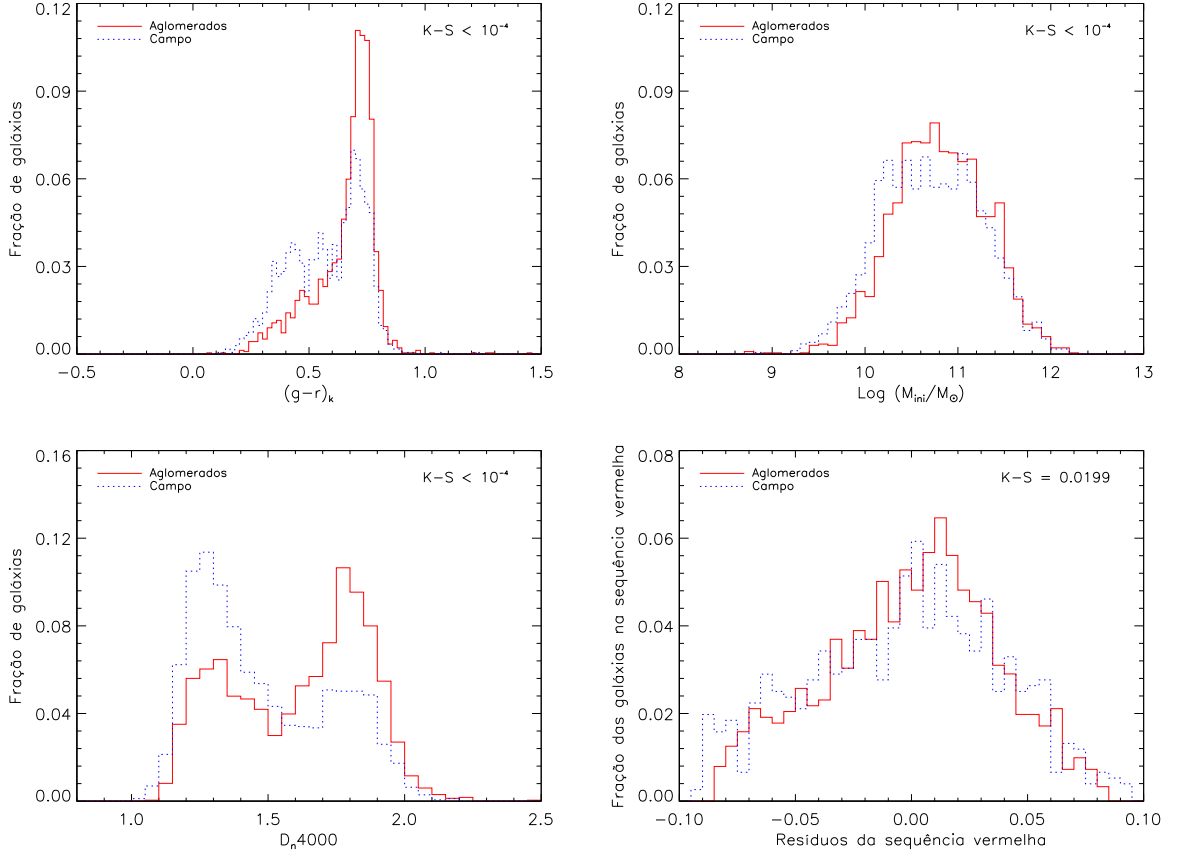


Figura 3.6: Comparações entre algumas distribuições das galáxias em aglomerados (linha cheia vermelha) e as galáxias de campo (linha tracejada azul) na região de $0.03 < z < 0.05$. O painel superior a esquerda mostra a distribuição da cor $(g-r)_k$; o painel superior a direita a distribuição da massa total sintetizada em estrelas M_{ini} ; o painel inferior a esquerda a distribuição do índice espectral D_n4000 e o painel inferior a direita a distribuição dos resíduos das galáxias da RS. As definições das grandezas estão na Seção 3.1. No canto superior direito de cada painel calculamos o valor da probabilidade do teste K-S.

3.5 Completeza em Massa Estelar

Uma questão de grande importância ao analisarmos estatisticamente os dados diz respeito a completeza de nossa amostra com respeito aos parâmetros estudados a fim de evitar viéses de seleção. Já tomamos o cuidado de selecionar o volume de nossa amostra, limitando-a em luminosidade (conforme Seção 2.4). Isso a torna completa para esta grandeza. Em nosso trabalho, também utilizaremos a massa em diversas situações o que requer um tratamento com relação a sua completeza.

A Figura 3.7 mostra as distribuições da massa presente em estrelas M_* (painel da

esquerda) e da dispersão de velocidades para cada uma das regiões. Diferentemente da massa total M_{ini} , M_* é a massa que se encontra *atualmente* em estrelas e, portanto, é a aquela que efetivamente contribui para a luminosidade. Esta é a massa estelar que adotaremos para as análises no restante deste trabalho. Não utilizaremos, em nosso estudo, a dispersão de velocidades por razões que serão explicitadas mais adiante (ver Seção 4.1).

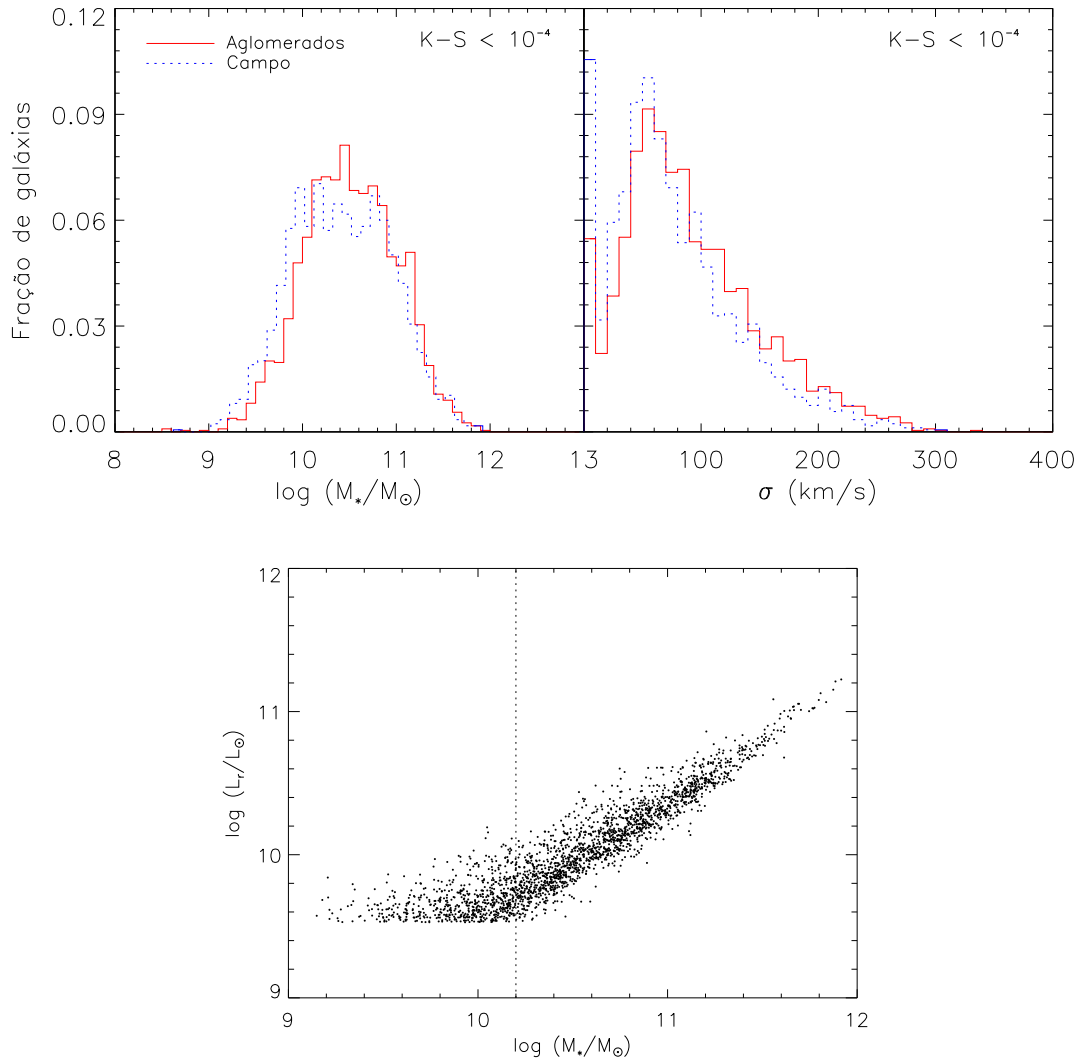


Figura 3.7: Distribuições da massa estelar M_* (painel da esquerda) e da dispersão de velocidades σ (painel da direita) para ambas as regiões de nossa amostra. No canto superior a direita dos painéis acima mostramos os resultados da comparação com o teste K-S entre ambas as regiões. No painel abaixo mostramos o diagrama da luminosidade na banda- r em função da massa estelar M_* para a amostra de galáxia em aglomerados. A linha vertical tracejada representa o limite de completeza em massa estelar de $\log(M_*/M_\odot) = 10.2$.

As distribuições enfatizam a incompleteza de nossa amostra para estas grandezas. Assim, adotaremos para as análises em relação a massa o limite de completeza de $M_* > 2 \times 10^{10} M_\odot$, o que corresponde a $\log(M_*/M_\odot) > 10.2$. Esse limite corresponde ao maior limite que torna a amostra completa para ambas as regiões. Podemos ver que o limite selecionado é conveniente observando, por exemplo, o painel inferior da Figura 3.7. Nele mostramos o diagrama da luminosidade na banda- r em função da massa estelar M_* para a amostra de galáxias em aglomerados¹. A linha vertical tracejada representa o limite de completeza em massa estelar.

Nesta capítulo, resumidamente, caracterizamos as amostras estudadas nesta dissertação. Definimos as relações para a RS e a BC e constatamos a universalidade da RS, i.e., o ponto zero, a inclinação e a dispersão da RS não dependem da região onde se encontra. Por outro lado, observamos a questão da bimodalidade das cores e do índice D_n4000 e como ela é mais ou menos proeminente dependendo do meio. Observamos que a fração de galáxias na RS é maior nos aglomerados do que nas regiões de campo. O comportamento inverso foi observado para as galáxias da BC. Também estimamos um limite de completeza em massa para nossas amostras, limite esse que será usado nas demais análises.

¹ O diagrama para as galáxias de campo é análogo e foi, portanto, omitido

Resultados da Síntese Espectral

Introduziremos agora os principais resultados da síntese espectral para nosso conjunto de dados. Entre eles podemos destacar as idades, as metalicidades, as massas estelares e a dispersão de velocidades. Neste capítulo, estudaremos mais detalhadamente as galáxias em aglomerados bem como sua contrapartida nas galáxias de campo. Analisaremos as galáxias da RS e da BC comparativamente através uma estudo canônica dos principais parâmetros que descrevem suas populações estelares.

Na Seção 4.1, apresentaremos as massas estelares e discutiremos nossa preleção a esta grandeza sobre a dispersão de velocidades. Na Seção 4.2, detalharemos as idades e metalicidades das populações estelares e na Seção 4.3 a relação entre as idades e as massas estelares. Na Seção 4.4, analisaremos as relações entre a massa e a luminosidade e suas consequências para a razão M_*/L_r .

4.1 *As Massas Estelares*

Começaremos os estudos dos resultados da síntese por analisar duas importantes grandezas utilizadas, normalmente, como parâmetros estruturais das galáxias: a massa estelar e a dispersão de velocidades. No capítulo anterior, já os apresentamos de maneira geral, no entanto, analisaremos aqui mais alguns aspectos dos mesmos.

Na Figura 4.1 mostramos as distribuições da massa estelar (painéis a esquerda) e da dispersão de velocidades (painéis a direita) para as galáxias presentes em aglomerados (painéis acima) e no campo (painéis abaixo). Em cada um dos painéis mostramos as distribuições totais (linhas cheias), da RS (linhas pontilhadas) e da BC (linhas tracejadas).

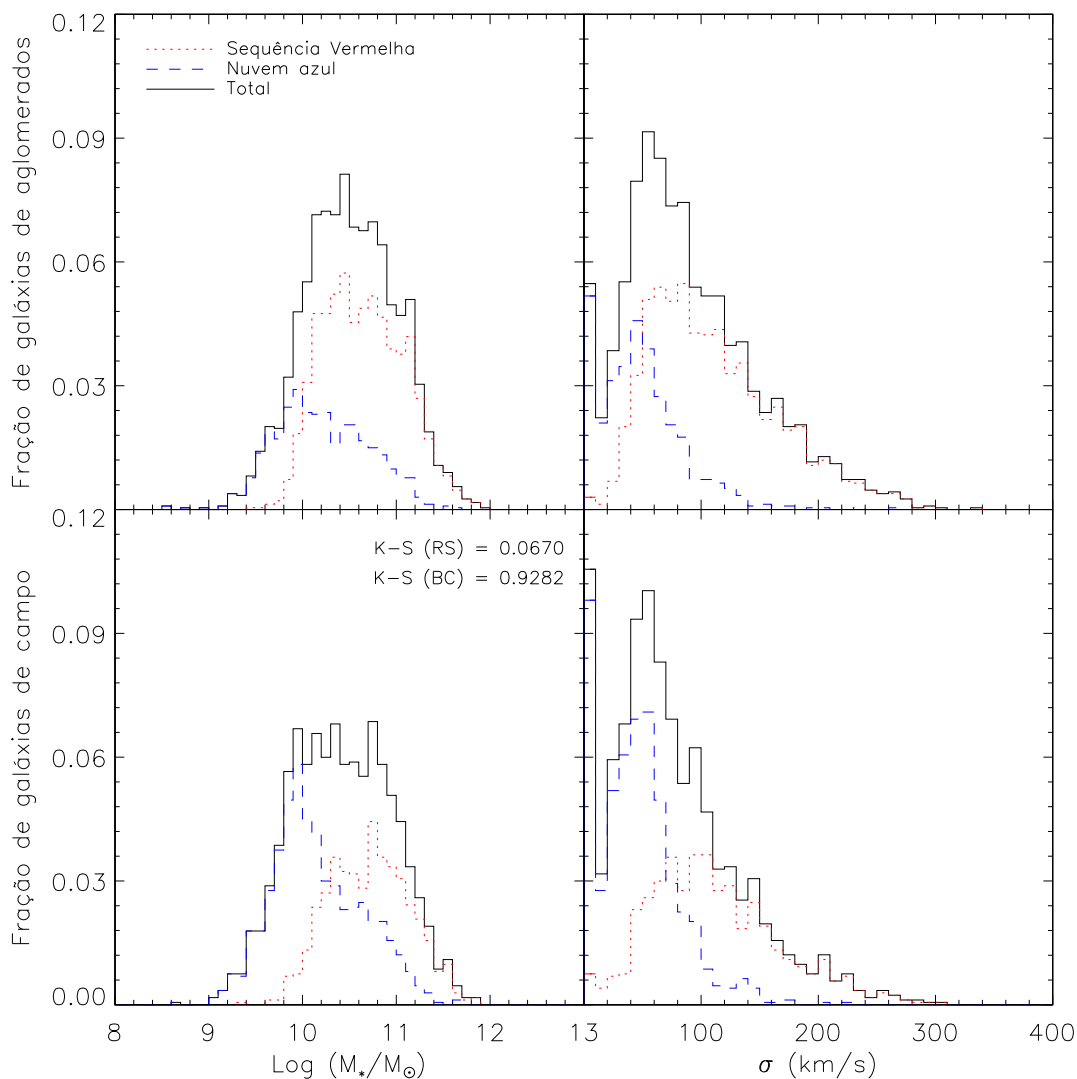


Figura 4.1: Distribuições da massa estelar (painéis a esquerda) e da dispersão de velocidades (painéis a direita) para as galáxias em aglomerados (painéis acima) e de campo (painéis abaixo). As distribuições totais (linhas cheias), da RS (linhas pontilhadas) e da BC (linhas tracejadas) podem ser vistas separadamente em cada painel.

Com relação as dispersões de velocidades, observamos que a RS é constituída por galáxias com valores de σ mais elevados do que as galáxias da BC. Por exemplo, para as galáxias em aglomerados, cerca de 95% das galáxias com dispersão de velocidades acima de 150 km/s pertencem a RS. A dispersão de velocidade, em geral, é interpretada como uma medida da profundidade do poço de potencial gravitacional das galáxias. Elevados valores de σ indicam galáxias mais massivas e implicam também que a dinâmica interna

das estrelas não é suportada por rotação. Isso quer dizer a maior parte das galáxias da RS são mais elípticas e lenticulares, como era esperado.

Muitos autores preferem utilizar a dispersão de velocidades como parâmetro estrutural mais confiável que a massa estelar, com a justificativa de que o primeiro pode ser medido diretamente, enquanto que o segundo é uma medida indireta. Em nossa análise, entretanto, teremos como preferencia a utilização das massas estelares. A razão disso é que a dispersão de velocidades é um parâmetro ajustado pelo programa Starlight para reproduzir o alargamento das linhas do espectro modelado. No entanto, a própria resolução dos espectros observados (pelo SDSS) não é suficiente para obtermos uma estimativa muito confiável¹ de dispersão de velocidades para valores menores que $\sigma \sim 70 - 80$ km/s. A própria forma das distribuições de σ nos mostra que a técnica não é confiável para estes valores. Por exemplo, notamos que o valor de $\sigma \sim 0$ é um ponto de acumulação do ajuste. Isso certamente não implica em dispersão de velocidades nula e apenas enfatiza a deficiência do método para valores baixos de σ . A determinação da massa estelar, por outro lado, é muito mais robustas no contexto da síntese espectral e apresentam um comportamento muito mais aceitável.

Com relação as massas estelares, realizamos o teste K-S para as galáxias acima do limite de completeza em massa. Os testes mostram que as distribuições são equivalentes (para cada tipo RS e BC) quando comparamos aglomerados e campo. Para ambas as regiões, as galáxias da RS são sistematicamente mais massivas que as galáxias da BC. Iremos, nas próximas seções, correlacionar este resultado com as idades e metalicidades obtidas através da síntese espectral.

4.2 Idades e Metalicidades

A determinação da idade de uma galáxia não é trivial. Em primeira instância depende da própria definição de “origem” da galáxia, que varia com o tipo de abordagem do problema. Por exemplo, em estudos dinâmico de formação de estruturas, realizados via simulações numéricas, a origem de uma galáxia se dá pela aglomeração das partículas de massa (ou da sobredensidade do fluido hidrodinâmico, dependendo do tipo de simulação).

¹ Ver www.sdss.org/dr7/algorithms/veldisp.html para mais informações e referências sobre os métodos de obtenção da dispersão de velocidades (ver também discussões e referências em Graves et al. 2009).

A “idade” é contada a partir de quando a galáxia atinge uma certa massa crítica, ou quando ela atinge uma fração de sua massa final. Por outro lado, estudos observacionais e de populações estelares costumam definir a idade de uma galáxia pela idade das estrelas que a constituem. Ambas as definições são, evidentemente, aceitáveis dependendo do contexto em que estão inseridas. No caso deste trabalho, é intuitivo pensar em idades no segundo sentido uma vez que temos acesso às idades das populações estelares que compõem as galáxias.

Com o código Starlight, o espectro de cada galáxia foi decomposto sobre uma base de espectros calibrados de populações estelares de idades e metalicidades definidas (conforme explicado na Seção 2.6). Cada população de estrelas é responsável por uma fração da luz total, de maneira que podemos atribuir à galáxia uma idade *média* entre as populações estelares que a constituem. Existem duas maneiras de se calcular essa média: uma ponderada pela fração da luz com que cada população contribui para a luz total da galáxia e outra ponderada pela massa com que cada população contribui para a massa estelar total da galáxia. É fácil notar que as idades são diferentes entre si. Por exemplo, uma população jovem geralmente contém uma quantidade maior de estrelas mais brilhantes que uma população antiga. Assim, uma única população jovem poderia corresponder a uma fração maior da luz de uma galáxia do que uma população mais antiga, mesmo que essa última tenha mais massa e maior número de estrelas que a primeira. Uma consequência imediata desse fato é que as idades ponderadas pela luminosidade são, em geral, menores que as idades ponderadas pela massa. Uma outra característica dessas idades é que a primeira média está relacionada com a observação em si, enquanto que a segunda está mais associada a história de *constituição* da galáxias, conhecida como *mass assembly history*. As mesmas colocações podem ser feitas para o caso das metalicidades médias.

Neste estudo, daremos mais ênfase as grandezas obtidas via ponderação pela massa. As idades e metalicidades foram obtidas através das relações

$$\langle \log t \rangle_M = \frac{\sum \mu_j \log t_j}{\sum \mu_j} \quad \text{e} \quad \langle \log Z \rangle_M = \frac{\sum \mu_j \log Z_j/Z_\odot}{\sum \mu_j} \quad (4.1)$$

onde t_j e Z_j são, respectivamente, as idades e metalicidades da j -ésima população estelar que compõem a base espectral e μ_j é a fração em massa estelar com que a j -ésima componente contribui na massa estelar total da galáxia. Ambas as grandezas foram calculadas tomando-se o logaritmo na base 10.

Na Figura 4.2, apresentamos o resultado da síntese para as idades e as metalicidades médias ponderadas pela massa para a amostra de galáxias em aglomerados. Calculamos o coeficiente de correlação não-paramétrico de Spearman (r_s) e a “significância” deste resultado (no canto superior esquerdo do gráfico). O coeficiente de correlação de Spearman é uma medida do grau de correlação entre duas distribuições (Press et al. 2007). Ele assume valores de -1 a 1 de modo que valores positivos significam correlação positiva e valores negativos significam anti-correlação. Quanto mais próximo de zero menos correlacionados estão os dados. Para discriminar se um resultado é significativo ou não, i.e., se o valor do coeficiente obtido é representativo de uma real correlação entre os dados, calculamos a probabilidade $P(H_0)$, que é a probabilidade de se obter um valor de r_s pelo menos igual ao valor obtido supondo a hipótese de ausência total de correlação entre os dados – também chamada de *hipótese nula* ou hipótese zero H_0 . Em outras palavras, quando menor o valor de $P(H_0)$, menos provável que a distribuição encontrada seja aleatória e mais significativo o valor de r_s em representar uma verdadeira correlação entre os dados. Obtivemos, para o diagrama idade-metalicidade das galáxias em aglomerados, os valores de $r_s = 0.610$ e uma significância $P(H_0) < 10^{-4}$. Isso indica que existe uma correlação entre a idade e a metalicidade e que esse resultado é estatisticamente significativo.

Apesar da forte dispersão nos dados podemos observar duas tendências. Primeiramente, quanto maior a idade de uma galáxia, maior a sua metalicidade. Poderíamos entender esta relação imaginando que quanto mais velha uma galáxia, maior o tempo de ter o seu meio enriquecido por qualquer processo. No entanto, esta é uma interpretação ingênua pois sabemos que a metalicidade está correlacionada com a eficiência de enriquecimento do meio (por ventos estelares e supernovas, por exemplo), com o poço de potencial gravitacional da galáxia e até com influências do meio externo (e.g., meio intra-aglomerado). Assim, a correlação observada aparece pois estes processos mais fundamentais estão, de alguma forma, correlacionados com a idade da galáxia. A segunda tendência que podemos notar é que a maior parte das galáxias na amostra possui valores de idade mais elevados, e metalicidades ao redor do padrão solar.

Analisamos também se estas relações se mantêm para as galáxias fora da região dos aglomerados. A Figura 4.3 mostra o diagrama idade-metalicidade para a amostra de galáxias de campo. A semelhança entre as duas distribuições é evidente e os índices de

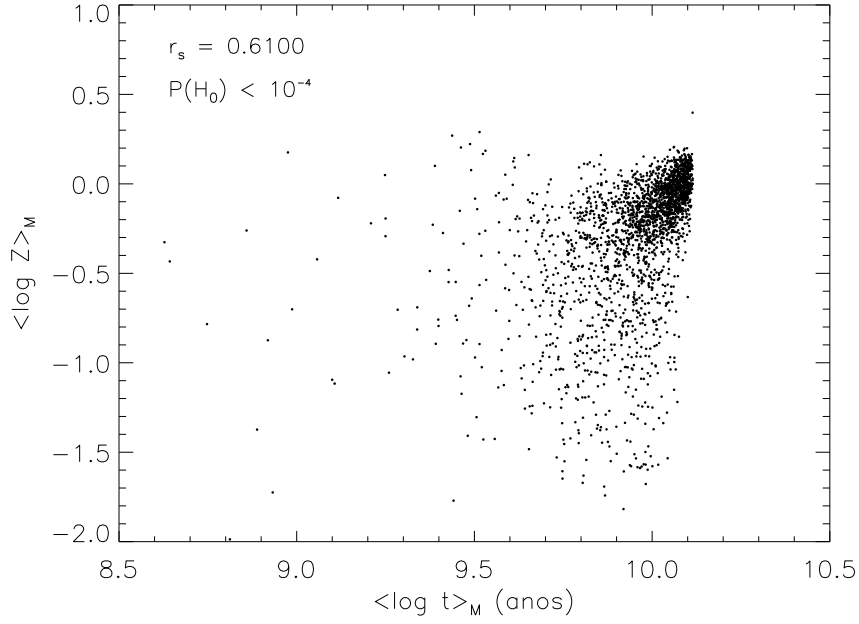


Figura 4.2: Diagrama idade-metalicidade para a amostra de galáxias em aglomerados em $0.03 < z < 0.05$. As idades e metalicidades são grandezas médias ponderadas pela fração em massa de cada componente (população estelar) da base espectral. No canto superior esquerdo, calculamos o coeficiente de correlação de Spearman (r_s) e a probabilidade $P(H_0)$ desse resultado ser proveniente de uma distribuição *não* correlacionada entre as amostras.

correlação, r_s e $P(H_0)$, apontam para um mesmo nível de correlação que a amostra em aglomerados. Ela parece indicar que os processos que levam a dependência entre a idade e a metalicidade das galáxias atuam independentemente do meio. No entanto, podemos notar uma sutil diferença entre as duas amostras. Por exemplo, o espalhamento na região de altas idades e metalicidades parece ser ligeiramente menor no caso das galáxias de campo, em comparação com as galáxias em aglomerados. Isso pode estar relacionado a algum processo de enriquecimento das galáxias que dependa do ambiente, porém que aja somente sobre uma parcela destes objetos, a saber, os de maior idade.

As distribuições de idades e metalicidade foram também analisadas separadamente. Nas Figuras 4.4 e 4.5, mostramos as distribuições de idade e metalicidade, respectivamente, para a amostra de galáxias em aglomerados (painéis acima em cada figura) e de campo (painéis abaixo) divididos em três intervalos de massa estelar acima do limite de completeza em massa. Traçamos também as distribuições das galáxias da RS (linhas pontilhadas) e da BC

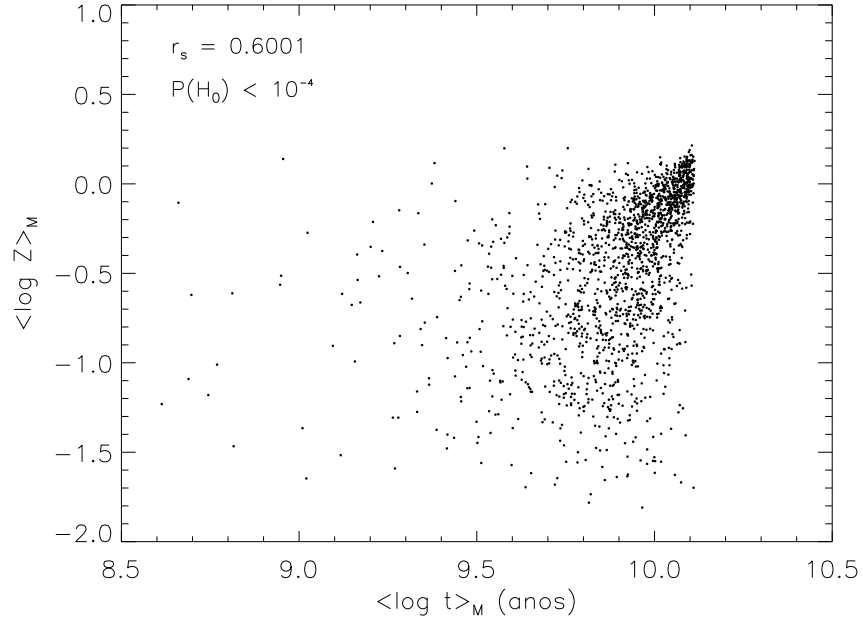


Figura 4.3: Diagrama idade-metalicidade para a amostra de galáxias de campo em $0.03 < z < 0.05$, conforme descrito para a Figura 4.2.

(linhas tracejadas) para cada amostra. A escolha das galáxias da RS segue a definição da Seção 3.2, sendo todas as galáxias dentro do intervalo de cores dado pela equação 3.3; as galáxias da BC aquelas abaixo desta região. Para cada par de painéis aglomerado-campo, calculamos o teste K-S para cada grupo de galáxias. As Tabelas 4.1 e 4.2 trazem os valores das medianas de cada uma das distribuições para os diferentes intervalos de massa estelar.

Observando as distribuições totais (linhas cheias) notamos que ambos os ambientes abrangem os mesmos intervalos de idades e metalicidades. No entanto, as frações de galáxias mais antigas e mais novas são bastante diferentes em cada região. Novamente, vemos que os aglomerados possuem uma maior fração de galáxias mais antigas na RS em comparação a região de campo. Algo análogo pode ser dito sobre as metalicidades, a amostra de aglomerados possui uma maior fração de galáxias de maior metalicidade do que a amostra de campo.

As galáxias da RS, nos intervalos de massa mais elevados, tanto nos aglomerados quanto no campo, apresentam um pico razoavelmente estreito em altas idades e metalicidades. Muitos autores utilizam esta característica para argumentar que as galáxias da RS sofreram o que chamamos de um episódio de formação estelar coordenado, ou seja, essas galáxias

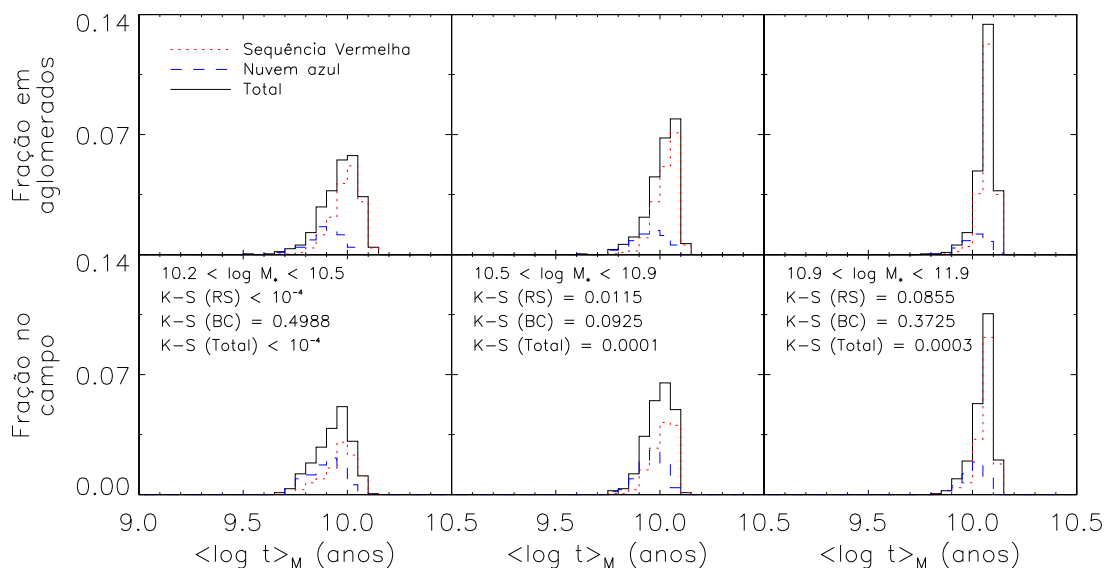


Figura 4.4: Distribuições da idade para a amostra de galáxias em aglomerado (painéis acima) e de campo (painéis abaixo) para diferentes intervalos de massa estelar. As linhas cheias representam as distribuições totais, enquanto que as linhas pontilhadas e tracejadas representam, respectivamente, as galáxias da RS e da BC. Nos painéis abaixo foram colocados os valores do teste K-S. As comparações foram feitas entre as galáxias de campo e dos aglomerados para cada grupo (RS e BC) para cada intervalo de massa.

Tabela 4.1 - Medianas das distribuições de idades mostradas nos painéis da Figura 4.4. As colunas identificadas como (1), (2) e (3) representam, respectivamente, os intervalos de massa estelar $10.2 < \log(\frac{M_*}{M_\odot}) < 10.5$, $10.5 < \log(\frac{M_*}{M_\odot}) < 10.9$ e $10.9 < \log(\frac{M_*}{M_\odot}) < 11.9$

		Idades $\langle \log t \rangle_M$ (anos)		
Grupo	Região	(1)	(2)	(3)
RS	Aglomerados	10.00	10.04	10.08
	Campo	9.97	10.03	10.07
BC	Aglomerados	9.89	9.95	10.02
	Campo	9.91	9.96	10.01

teriam se formado há muito tempo atrás ($z > 2 - 3$, segundo, por exemplo, Cassata et al. 2008, etc.) e em um curto intervalo de tempo em conformidade com o modelo de *colapso monolítico* (Eggen et al. 1962).

Por outro lado, as distribuições também possuem uma cauda, mais ou menos alongada, dependendo do intervalo de massas, estendendo-se até idades (e metalicidades) menores. No caso das idades, essa assimetria pode chegar até $\sim 0.2 - 0.3$ dex para as menores

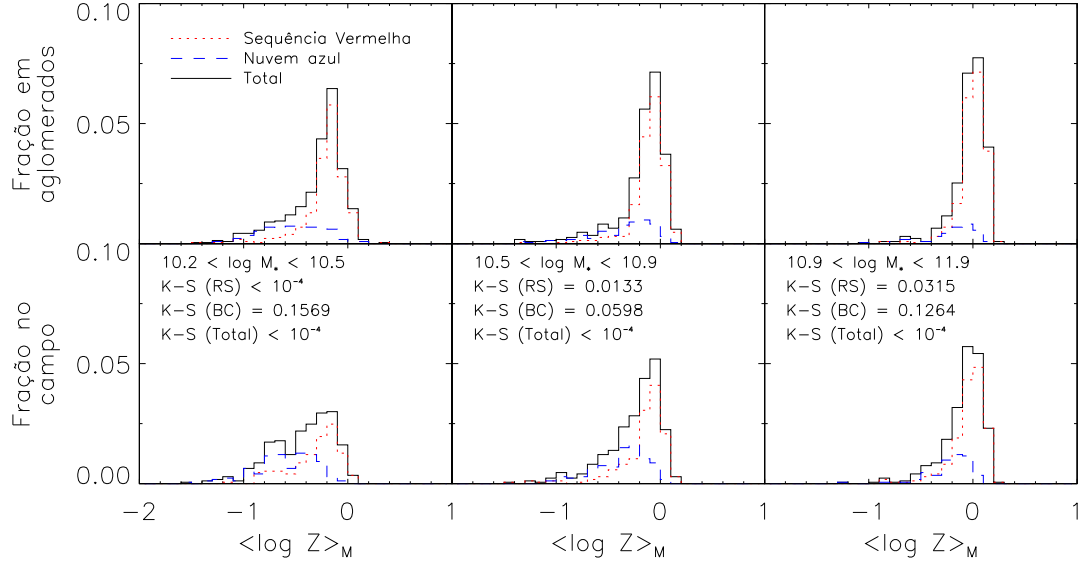


Figura 4.5: Distribuições de metalicidade. Descrições análogas as da Figura 4.4.

Tabela 4.2 - Medianas das distribuições de metalicidades mostradas nos painéis da Figura 4.5 e colunas identificadas como descrito na Tabela 4.1

Grupo	Região	Metalicidades $\langle \log Z \rangle_M$		
		(1)	(2)	(3)
RS	Aglomerados	-0.17	-0.08	0.02
	Campo	-0.26	-0.10	-0.01
BC	Aglomerados	-0.52	-0.28	-0.14
	Campo	-0.57	-0.33	-0.17

massas (o que corresponde a um intervalo de $\sim 4 \times 10^9$ anos até cerca de metade do tempo de Hubble), indicando que (1) o episódio de formação tenha se estendido durante algum tempo após o início da formação, ou que (2) galáxias com formação estelar mais recente tenham entrado posteriormente na RS. A assimetria parece depender da massa, de modo que quanto maior a massa, mais concentrada (e menos assimétrica) é a distribuição e quanto menor a massa, mais alongada a cauda para menores idades. Como sabemos, grande parte dos parâmetros observados são, de alguma forma, dependentes da massa das galáxias.

As distribuições evidenciam que as galáxias da RS são, em média, mais velhas e possuem maior metalicidade que as galáxias da BC. As diferenças nas medianas são de ~ 0.1 dex

para $\langle \log t \rangle_M$ (que corresponde a uma diferença de $\sim 2 \times 10^9$ anos entre as duas populações) e ~ 0.05 dex para $\langle \log Z \rangle_M$.

Apesar das frações de galáxias nos aglomerados e no campo serem bastante díspares, existe pouca diferença na *forma* as distribuições (de idades e metalicidades) quando comparadas dentro de uma mesma faixa de massa. Os testes K-S mostram que não existem diferenças significativas entre as distribuições das galáxias da BC nos aglomerados e do campo. Também mostram que as diferenças entre as distribuições de idades e metalicidades da RS somente tornam-se significativas² para as menores massas.

Aparentemente, os processos que formaram as galáxias atuam independentemente do ambiente. Por outro lado, a fração relativa destas parece ser fortemente determinada pela região em que se encontram. Estas observações estão diretamente ligadas a questão da perspectiva “*nature versus nurture*” na formação e evolução das galáxias (ver Mateus et al. 2007, e suas referências). Neste sentido, as evidências parecem indicar que as características intrínsecas das populações estelares das galáxias (como idades e metalicidades estelares) são inerentes aos processos de formação das galáxias (*nature*) e, portanto, sofrem menos influência do meio. Por outro lado, os números de galáxias em cada população parecem ter forte ligação ou são consequências da interação com o ambiente que as circunda (*nurture*).

4.3 A Relação entre a Massa Estelar e a Idade

Nas seções anteriores, acabamos de mostrar que as galáxias da RS são, em média, mais antigas que as galáxias da BC. Também mostramos que as galáxias da BC são, em média, menos massivas que as da RS. Estes resultados são uma constatação direta de um fenômeno conhecido como “downsizing” (Thomas et al. 2005), o qual descreve que galáxias massivas formaram suas estrelas em épocas mais antigas, enquanto que as menos massivas mostram evidência de populações estelares jovens. Os gráficos da Figura 4.6, explicitam este fenômeno mostrando diagramas da idade estelar média em função da massa estelar. Os pontos em vermelho representam galáxias da RS e os pontos em azul da BC. As linhas pontilhadas mostram o limite de completeza em massa.

É evidente a tendência de que quanto menor a massa estelar mais jovens podem ser as populações estelares que compõem as galáxias. É interessante notar que essa tendência

² Entendemos como “diferença significativa” valores de probabilidade do teste K-S menores que 1%.

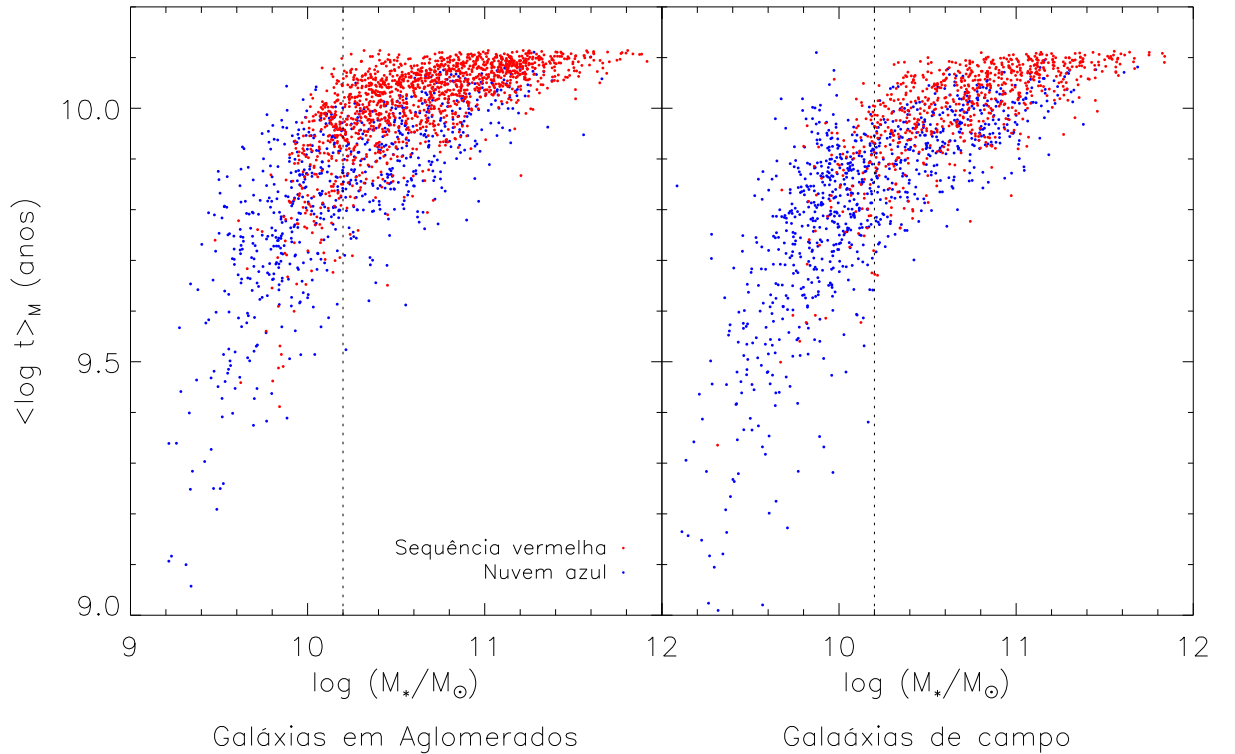


Figura 4.6: Diagramas da idade estelar média em função da massa estelar para as galáxias em aglomerados (painel da esquerda) e de campo (painel da direita). Os pontos em vermelho representam galáxias da RS e os pontos em azul as da BC. As linhas pontilhadas em preto mostram o limite de completudeza em massa.

permanece mesmo dentro de cada população (RS ou BC) e vale tanto para as regiões de campo quanto para os aglomerados. Em termos absolutos, notamos que os dados estabelecem um *limite inferior* para a idade de uma galáxias dado um valor de massa estelar. Analogamente, dada a idade de uma galáxia, a relação fixa um *limite superior* para a sua massa estelar. Este resultado enfatiza o cenário hierárquico de formação de estruturas. As primeiras galáxias que surgiram no universo eram pequenas (em termos de massa estelar), porém, com o passar do tempo, uma série de fusões criaram estruturas cada vez mais massivas. Essas “primeiras galáxias”, pararam então de formar estrelas e sofreram uma transformação para o que hoje observamos ser uma sequência vermelha e antiga. No entanto, a formação de “novas galáxias” continuou ao longo da história do universo, sendo, assim como as anteriores, de baixa massa. Desse modo, observamos, em $z = 0$, galáxias massivas sendo muito antigas e as galáxias menos massivas com idade menor. Temos a impressão de que a formação estelar “migrou” das galáxias mais massivas

para as menos massivas, no entanto, isso pode ser apenas um efeito das fusões ao longo do tempo cosmológico.

Em outras palavras, se uma galáxia for mais jovem, pode ser que ela ainda não teve tempo de se fundir com muitas outras, *limitando superiormente* a sua massa. Isso não quer dizer, evidentemente, que todas as galáxias menos massivas possuem populações estelares jovens. Pelo contrário, o diagrama mostra que existem galáxias de menor massa e ainda sim são antigas. Na verdade, toda galáxia, mesmo jovem possui uma parte de sua luz formada por populações estelares antigas, como veremos mais adiante. Estatisticamente, é possível esperar que algumas galáxias, mesmo que antigas, simplesmente não tiveram um número suficiente de encontros que resultassem em fusões.

Um outro resultado que podemos enxergar neste diagrama, percebendo a ausência de galáxias jovens de alta massa, é que *as galáxias não nascem com altas massas*. Ou seja, o cenário de colapso monolítico não é razoável para explicar o surgimento de galáxias massivas mediante a esta observação. É possível que este mecanismo seja responsável pelo surgimento das primeiras estruturas (as galáxias menos massivas) que depois irão crescer via fusões. Nas regiões primordiais mais densas ele seria mais eficiente e formaria as primeiras estruturas enquanto que nas menos densas o colapso seria mais lento. No entanto, sobre este assunto, podemos apenas especular.

4.4 Relação Massa-Luminosidade

A massa estelar também está diretamente ligada a luminosidade via relação massa-luminosidade. Esta é uma importante característica estudada há muitas décadas e está relacionada a diversas outras relações de escala. Entre elas, destaca-se o conhecido *plano fundamental* das galáxias elípticas (Djorgovski e Davis 1987; Dressler et al. 1987) no espaço de parâmetros do raio efetivo r_e , a dispersão de velocidades σ e o brilho superficial médio dentro do raio efetivo Σ_e . O plano fundamental relaciona estes três observáveis pela equação:

$$\log r_e = a \log \sigma + b \log \Sigma_e + c$$

onde a , b e c são constantes. Pelo *teorema do virial*, estes três parâmetros estão relacionados com a razão massa-luminosidade M/L através da relação:

$$\left(\frac{M}{L}\right) \propto \sigma^2 r_e^{-1} \Sigma^{-1} \quad (4.2)$$

As relações massa-luminosidade para as galáxias de nossas amostras podem ser vistas nos gráficos da luminosidade na banda- r em função da massa estelar na Figura 4.7. Os painéis acima mostram estes diagramas para as galáxias de aglomerados, e os abaixo, para as de campo. Nos painéis da esquerda mostramos as galáxias da RS, onde fizemos um ajuste robusto para as galáxias acima do limite de completeza em massa (galáxias com $\log(M_*/M_\odot) > 10.2$, como indicado pelas linhas pontilhadas em cada gráfico), enquanto que nos painéis da direita são mostradas as galáxias da BC. As linhas tracejadas nos painéis da direita representam o mesmo ajuste robusto feito com as galáxias da RS como forma de referência visual para facilitar a comparação entre os gráficos.

Percebemos nitidamente que as galáxias da RS possuem uma razão M_*/L_r maior que as galáxias da BC – as primeiras, que aparecem mais a esquerda nos diagramas massa-luminosidade, possuem massa estelar maior que as últimas para uma dada luminosidade fixa. Isto era de se esperar pois, como já mostrado, as galáxias da BC são em geral mais jovens, fazendo com que sua população estelar seja mais brilhante para uma massa fixa. Isto é uma consequência natural da evolução estelar e pode ser observado de forma mais explícita no gráfico da Figura 4.8, que mostra a razão M_*/L_r em função da idade para todos os objetos de nossa amostra de galáxias em aglomerados³. Os pontos vermelhos representam as galáxias na RS e os em azul na BC. Podemos notar que quanto maior a idade, maior a razão M_*/L_r de uma galáxia.

Comparando as duas regiões estudadas (aglomerados e campo) através da Figura 4.7, notamos muitas semelhanças. Os ajustes robustos para as galáxias da RS são compatíveis entre si e a dispersão em cada caso é semelhante.

Uma outra característica comum a ambas as regiões é que a relação massa-luminosidade das galáxias da BC é bem mais dispersa que a relação das galáxias da RS. Essa menor dispersão para a RS seria a justificativa para a presença do plano fundamental para as galáxias elípticas e não para as espirais – de fato alguns autores mostram que a correlação entre os parâmetros do plano é muito grande e a dispersão é pequena (ver, por exemplo,

³ O diagrama para as galáxias de campo é completamente análogo e foi omitido desta análise.

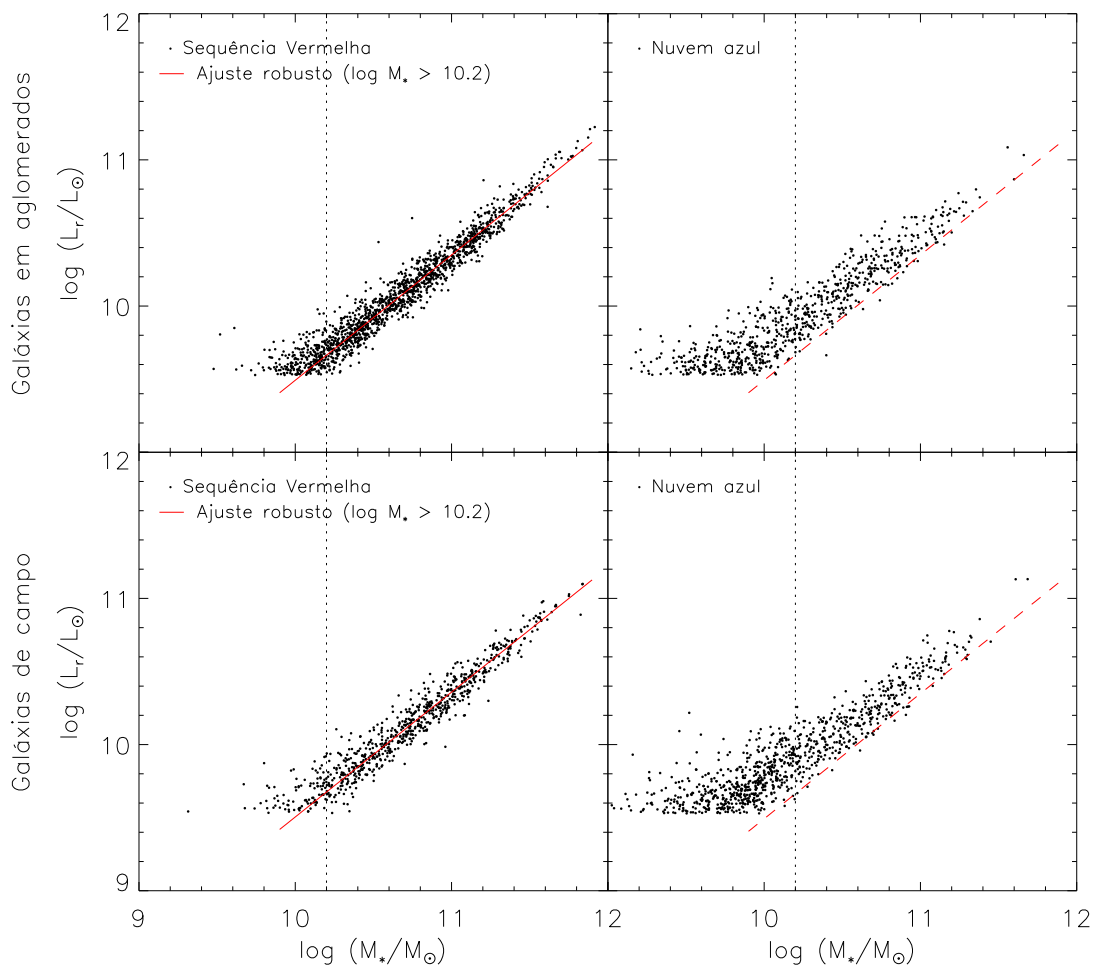


Figura 4.7: Diagramas massa-luminosidade para as galáxias em aglomerados (painéis acima) e de campo (painéis abaixo). Nos painéis da esquerda selecionamos apenas as galáxias da RS, enquanto que nos da direita selecionamos as da BC. Obtivemos ajustes robustos para as galáxias da RS acima do limite de completudeza em massa (linha cheia a esquerda). As linhas tracejadas vermelhas nos painéis da direita são o mesmo ajuste robusto das galáxias da RS, colocadas como referência visual.

Dressler et al. 1987; Bernardi et al. 2003). Não obstante a grande correlação entre a massa e a luminosidade das galáxias da RS, podemos observar a existência uma dependência na dispersão em função da massa (ou da luminosidade). A dispersão parece aumenta no sentido de menores massas e luminosidades mais fracas. Acredita-se que isto possa estar relacionado ao fenômeno de downsizing descrito acima no sentido de que as galáxias de menor massa (e, portanto, menor idade) possuem épocas de formação diferentes das galáxias mais massivas e isso causaria um aumento na dispersão. Se isso for verdade, deveríamos

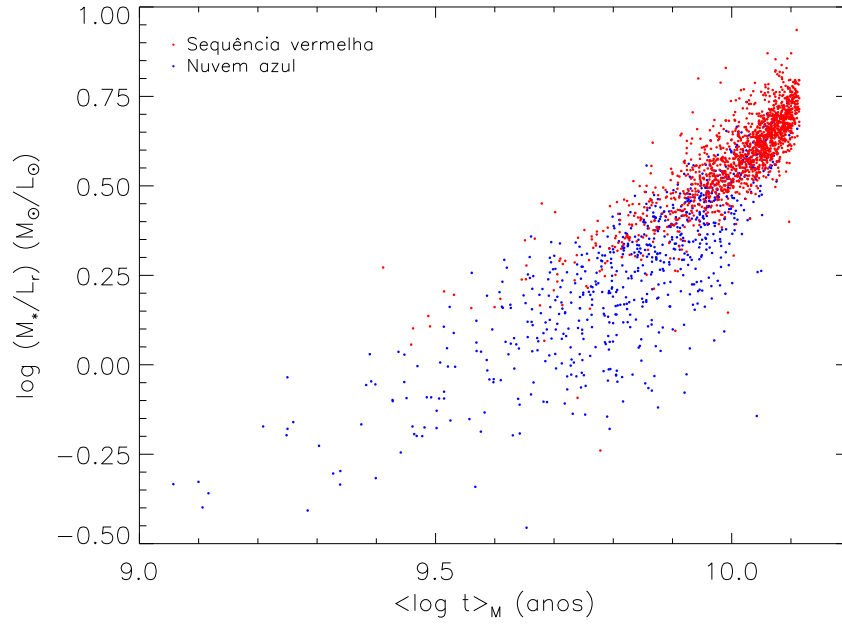


Figura 4.8: Razão massa-luminosidade em função da idade ponderada pela massa para todos os objetos da amostra de galáxias em aglomerados. As galáxias de campo possuem um comportamento análogo.

esperar que as galáxias mais acima na relação massa-luminosidade fossem também mais jovens. Para verificar esta hipótese, calculamos os resíduos da relação massa-luminosidade para as galáxias da RS em relação ao ajuste robusto. Correlacionamos estes resíduos com a idade e a metalicidade ponderadas pela massa. Os resultados desta análise podem ser vistos nos gráficos da Figura 4.9. Os painéis acima mostram os resíduos das galáxias da RS nos aglomerados, enquanto que os painéis abaixo os resíduos para galáxias de campo. A esquerda fazemos a correlação com a idade e a direita com a metalicidade. Nos cantos superiores a esquerda de cada painel mostramos os resultados para o coeficiente de Spearman r_s e a probabilidade de hipótese nula $P(H_0)$.

É curioso notar que existe uma correlação bastante significativa entre os resíduos e a idade e não para a metalicidade. De fato, notamos que o aumento da dispersão para baixas massas está associado a galáxias mais novas que entraram na RS posteriormente, novamente em acordo com o cenário descrito na seção anterior. Este resultado pode indicar, também, que a dispersão no plano fundamental, mesmo que pequena, pode ser descrita por uma sequência de idades. Este resultado pode ser entendido como um deslocamento no ponto zero do plano fundamental com a evolução das populações estelares e está de

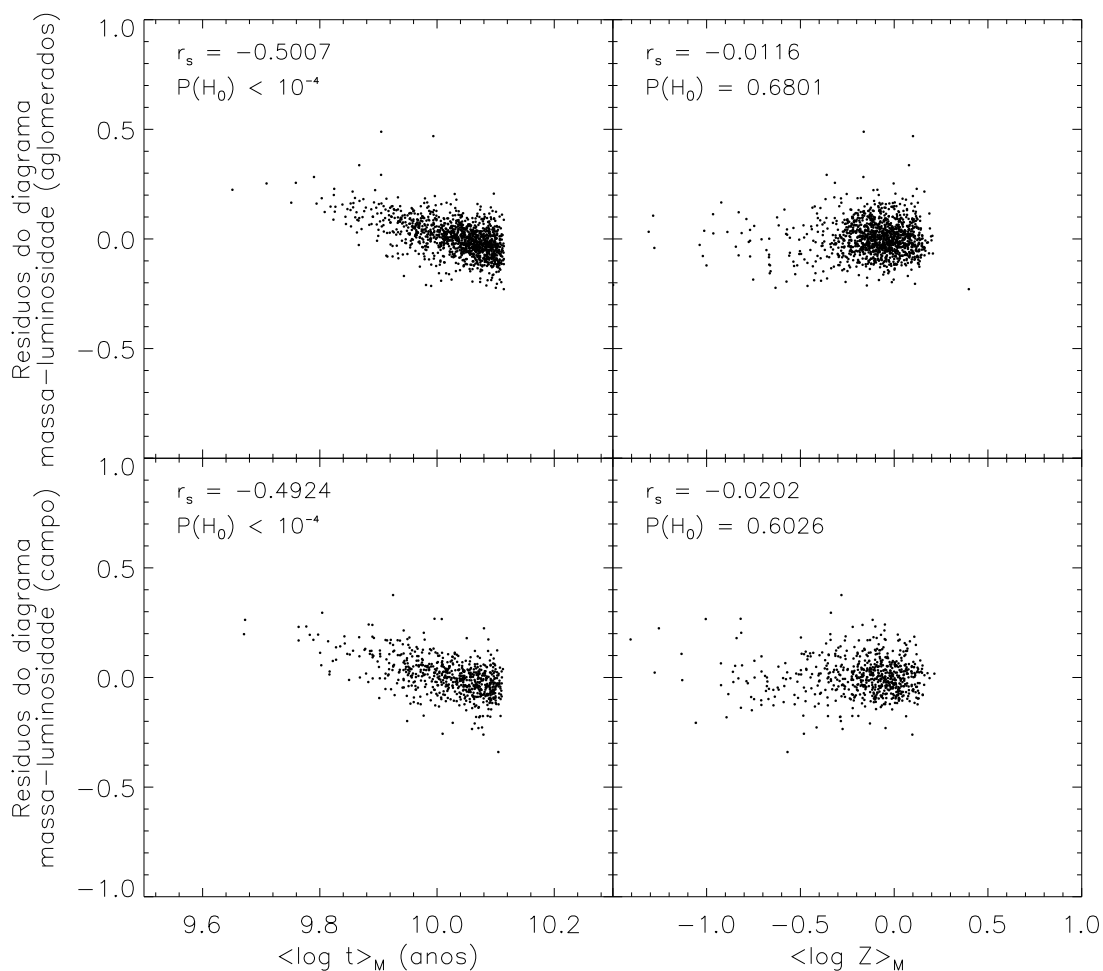


Figura 4.9: Resíduos da relação massa-luminosidade para as galáxias da RS acima do limite de completudeza em massa, como mostrados na Figura 4.7, em função das idades e das metalicidades. Nos cantos superiores a esquerda de cada painel mostramos os resultados para o coeficiente de correlação de Spearman r_s e a probabilidade de hipótese nula $P(H_0)$.

acordo com trabalhos como Treu et al. (2006).

4.5 Dispersões na RS

Voltaremos agora, brevemente, nossa atenção para a largura da RS. Como mencionado, devido as galáxias vermelhas formarem uma faixa estreita no CMD e possuírem em média uma elevada idade, muitos autores têm atribuído a dispersão em idade como explicação para a largura da RS. Muitas vezes, no entanto, este estudo não envolve um importante fator para a cor das galáxias cuja formação estelar foi interrompida há muito tempo: a

metallicidade. Na figura 4.10, mostramos as galáxias da RS em aglomerados (painéis a esquerda) e no campo (painéis a direita). De cima para baixo, mostramos as idades médias (divididas pela idade do universo), as metalicidades médias, e a massa estelar, em função da magnitude absoluta na banda- r . Em todos os casos selecionamos apenas as galáxias acima do limite de completeza em massa. Calculamos a mediana e os *quartis* de cada uma das amostras dividindo-as em dez intervalos de magnitude absoluta de modo que cada intervalo contivesse o mesmo número de galáxias. A linha grossa em cada painel representa a mediana e as linhas mais finas acima e abaixo desta representam os quartis.

Enquanto que os painéis mais abaixo são simplesmente uma outra maneira de se expressar a relação massa-luminosidade já estudada, os demais painéis mostram como as idades e a metalicidades médias se distribuem ao longo da RS. A primeira característica que notamos é que, ao longo da RS, a metalicidade tem uma variação maior que a idade. A mediana das metalicidades sofre uma variação de ~ 0.3 dex das galáxias menos brilhantes para as mais brilhantes; já as idades sofrem uma variação de apenas ~ 0.1 dex. Vale ressaltar, no entanto, que as amostras não são, necessariamente, completas em idades e metalicidades, de modo que não daremos tanta importância às tendências apresentadas nas regiões de menos brilhantes dos diagramas.

Como já discutido, as idades são todas elevadas; no entanto, observamos que a *dispersão* varia com a luminosidade. As galáxias mais brilhantes parecem ter uma menor dispersão em idades e as menos luminosas, uma dispersão maior. Algo muito similar acontece com as metalicidades. Este fato está ligado à também já mencionada entrada de novas galáxias na RS ao longo do tempo. Estas novas galáxias foram sintetizadas mais recentemente e, portanto, possuem idades médias inferiores e não foram tão enriquecidas em metais quanto as galáxias mais antigas. As relações entre as dispersões de idade e metalicidade e a luminosidade das galáxias da RS podem ser vistas na Figura 4.11. Nela mostramos a amplitude dos quartis (da Figura 4.10) em função da magnitude absoluta na banda- r .

A dispersão da idade e da metalicidade, de fato, possuem uma pequena correlação com a luminosidade independentemente do ambiente em que se encontram, indicando que a alimentação da RS pode ser um fato que decorra da própria *natureza* da evolução das galáxias (por exemplo, pela extinção do gás intra-galáctico), e não *somente* por efeitos ambientais, como as vezes é sugerido. No entanto, o fato da RS nos aglomerados ser mais

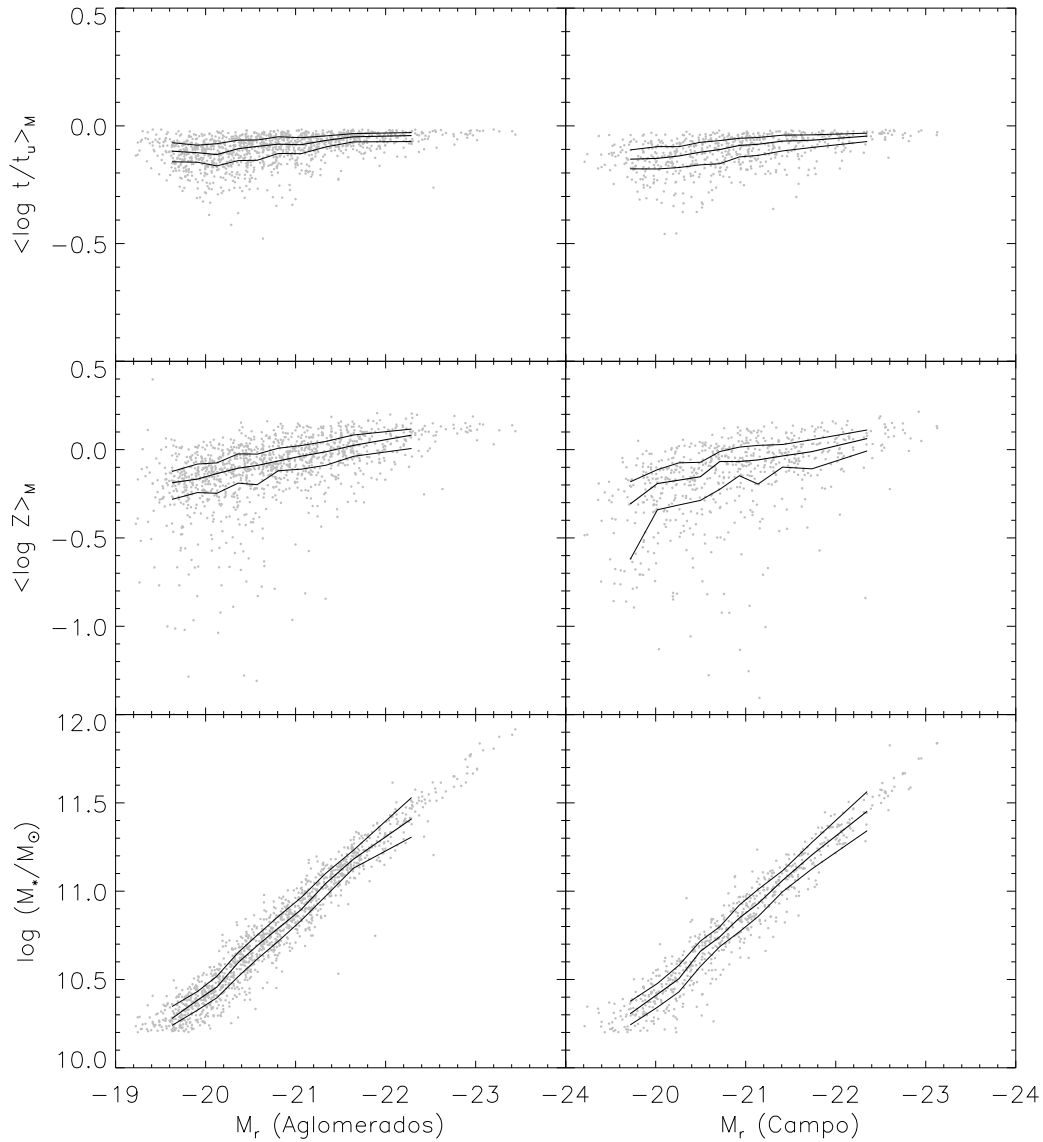


Figura 4.10: Diagramas da idade média (painéis acima), metalicidade média (painéis ao centro) e massa estelar (painéis abaixo), em função da magnitude absoluta na banda- r . Nos painéis da esquerda mostramos as galáxias em aglomerados enquanto que nos painéis da direita as de campo. Em todos os casos selecionamos apenas as galáxias acima do limite de completude em massa estelar. As idades das galáxias foram divididas pela idade do universo para facilitar a comparação dos valores de metalicidade.

povoada que na região de campo, é uma evidência de que o ambiente tem sim um papel importante neste processo.

Observamos ainda que a dispersão das metalicidades, como um todo, é significativamente maior que a das idades. Isto é uma constatação extremamente importante pois

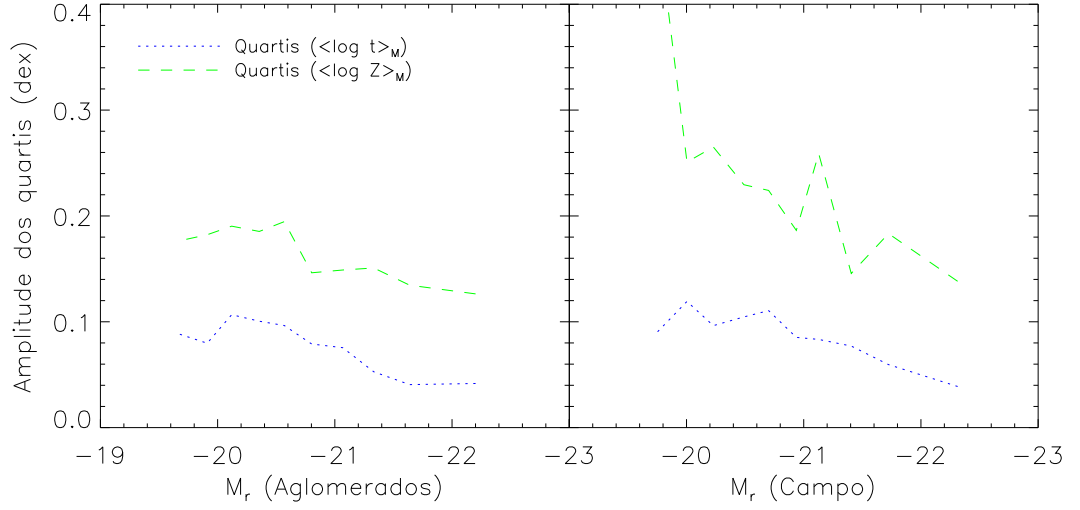


Figura 4.11: Amplitude dos quartis das distribuições mostradas na Figura 4.10 de idade (linha pontilhada) e metalicidade (linha tracejada) em função da magnitude absoluta na banda- r para as galáxias da RS em aglomerados (painel a esquerda) e no campo (painel a direita) acima do limite de completudeza em massa.

indica que, ao contrário do que normalmente se atribui à largura da RS, a dispersão da cor das galáxias na RS parece ser dominada mais pela dispersão da metalicidade do que pela idade. A Figura 4.12 mostra a relação entre a idade e metalicidade e os resíduos da RS para as galáxias em aglomerados (painéis da esquerda) e de campo (painéis da direita) acima do limite de completudeza em massa. Em cada painel realizamos o ajuste robusto da relação e no canto superior a esquerda mostramos o valor da inclinação deste ajuste com erros calculados por bootstrapping.

Em ambas as regiões constatamos que a dependência dos resíduos da RS com a metalicidade é mais forte do que a dependência com a idade. A diferença nas inclinações dos ajustes robustos em cada região é de cerca de duas vezes o erro estimado, o que indica uma grande probabilidade das tendências serem estatisticamente diferentes. Nesse caso, as cores das galáxias da RS são influenciadas mais pela metalicidade das galáxias do que pela sua idade. Mesmo assim, reportamos uma dependência das duas grandezas pois, em todos os casos o índice de correlação de Spearman é da ordem de $\sim 0.2 - 0.3$ com um valor de $P(H_0) < 10^{-10}$.

Em resumo, neste capítulo estudamos as principais propriedades das populações estelares por uma análise canônica destes parâmetros. Verificamos novamente a dependência das

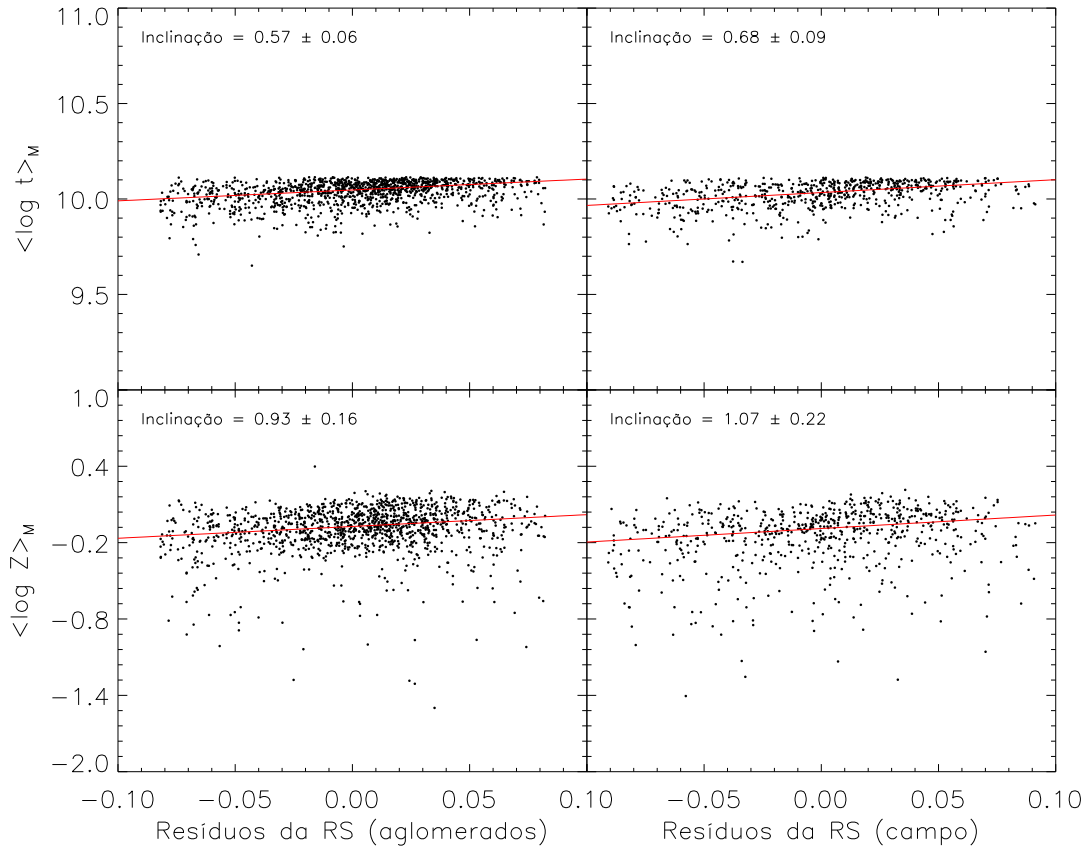


Figura 4.12: Diagramas da idade (painéis acima) e da metalicidade (painéis abaixo) em função dos resíduos da RS para as galáxias acima do limite de completeza em massa em aglomerados (à esquerda) e de campo (à direita). Realizamos um ajuste robusto para cada caso e, no canto superior a esquerda de cada painel, mostramos a inclinação do ajuste com a incerteza calculada por bootstrapping.

frações de galáxias (desda vez em relação as distribuições de massa estelar, idade e metalicidade) com o ambiente que as circunda. Constatamos algumas importantes características destas distribuições, tais como:

- I. As galáxias da RS são, em média, mais antigas e possuem maior metalicidade que as galáxias da BC.
- II. As galáxias da RS são, em média, mais massivas que as da BC.
- III. A forma das distribuições de idade e metalicidade estão correlacionadas com a massa estelar.
- IV. Para cada intervalo de massa estelar, a forma das distribuições de idade e metali-

cidade praticamente não dependem do ambiente, a não ser para as galáxias menos massivas da RS.

Verificamos que as distribuições das idades e metalicidades das galáxias da RS possuem um pico para valores elevados destas grandezas, porém estas distribuições se estendem até menores valores de idades e metalicidades. Os diagramas de massa-idade enfatizam a presença do fenômeno de downsizing e colocam restrições a massa e a idade das galáxias para ambas as regiões estudadas. Constatamos a dependência da idade de uma galáxia e sua posição relativa na relação massa-luminosidade e, por fim, mostramos que as dispersões da metalicidade são maiores que as de idade indicando sua importância para a determinação das cores das galáxias sobre a RS.

Sobre as Populações Estelares e suas Histórias Evolutivas

Além das massas estelares totais, a síntese espectral nos dá acesso às massas de cada população de estrelas que compõe as galáxias. Este é um dos resultados mais importantes da síntese espectral com o Starlight (dos quais derivam todos os demais) que discutiremos neste capítulo. Aqui procuraremos responder a algumas importante perguntas sobre as populações estelares que constituem as galáxias (na Seção 5.1) e prosseguir na investigação dos principais cenários que descrevem a formação das galáxias mais antigas do universo.

Na Seção 5.2, discutiremos os aspectos evolutivos dentro de nossa amostra de galáxias em aglomerados e na Seção 5.3 utilizaremos estes conceitos para criar um modelo simples para traçar a trajetória evolutiva das galáxias da RS sobre o diagrama cor-magnitude.

5.1 As Populações Estelares das Galáxias

Um dos resultados que obtivemos até agora diz que as galáxias da RS são, em média, mais antigas e possuem maior metalicidade que as galáxias da nuvem azul (conforme Seção 4.2). Uma outra maneira de enxergarmos este resultado é dizer que, em média, as galáxias da BC são mais jovens que as da RS. Isso parece trivial, mas esta colocação permite-nos levantar a seguinte pergunta: As galáxias da nuvem azul são mais novas por que possuem mais formação estelar recente ou por que não possuem estrelas antigas? Ambas as alternativas podem levar a uma idade média menor, mas são ideias conceitualmente diferentes. Essa pergunta seria difícil de ser respondida observando apenas as idades e metalicidades médias. Para respondê-la precisamos conhecer melhor as populações que

constituem as galáxias. Essa informação está acessível nos *vetores de população* \vec{x} e $\vec{\mu}$, que são, respectivamente, a fração em luz e massa estelar com que cada componente estelar contribui para a luminosidade e massa de uma galáxia.

Lembramos que a base espectral é composta de SSPs de 25 idades e 6 metalicidades. Se somarmos os elementos de μ_j que possuem a mesma idade (fizemos uma soma sobre todas as metalicidades) teremos a fração em massa de populações estelares que surgiu em cada período da história da galáxia, o que nos oferece uma estimativa da *história de formação* estelar de cada galáxia. A Figura 5.1 retrata esta ideia mostrando a mediana da fração de massa integrada sobre as metalicidades $\langle \mathcal{M} \rangle$ (mostrados em porcentagens) em função da idade das populações estelares da base t_{base} . Essa grandeza pode ser expressa matematicamente pela soma:

$$\langle \mathcal{M}(t_i) \rangle = \text{Mediana} \left(\sum_{j, t=t_i} \mu_j \right) \quad (5.1)$$

onde a mediana pode tomada sobre diferentes grupos de galáxias em nossa amostra.

O painel superior da Figura 5.1 mostra este resultado para as galáxia em aglomerados e o inferior para as galáxias de campo. Em cada um dos painéis, as amostras foram subdivididas em galáxias da RS (linhas pontilhadas) e da nuvem azul (linhas tracejadas). Assim, representamos qualitativamente a composição estelar média em cada um destes grupos. Para sermos mais rigorosos, lembramos que estas curvas não devem ser entendidas como uma história de formação propriamente dita (no sentido usual de taxa de formação estelar específica em função do tempo). Devemos observar estes gráficos como o comportamento médio das *populações estelares* dentro das galáxias de nossa amostra que possuam a idade t_{base} .

Notamos uma considerável diferença entre as galáxias da RS e da BC independentemente de pertencerem aos aglomerados ou ao campo. As galáxias da RS possuem maior fração da massa nas populações estelares mais antigas enquanto que a BC tem uma fração menor da massa nestas componentes¹. Para as populações de menor idade o comportamento é o inverso.

Observamos, no entanto, que, para ambos os grupos, a grande parte da massa estelar das galáxias encontra-se nas populações com idades mais elevadas¹. Por este motivo as

¹ O fato de haveremos tomado o logaritmo da mediana da fração integrada de massa pode levar o leitor

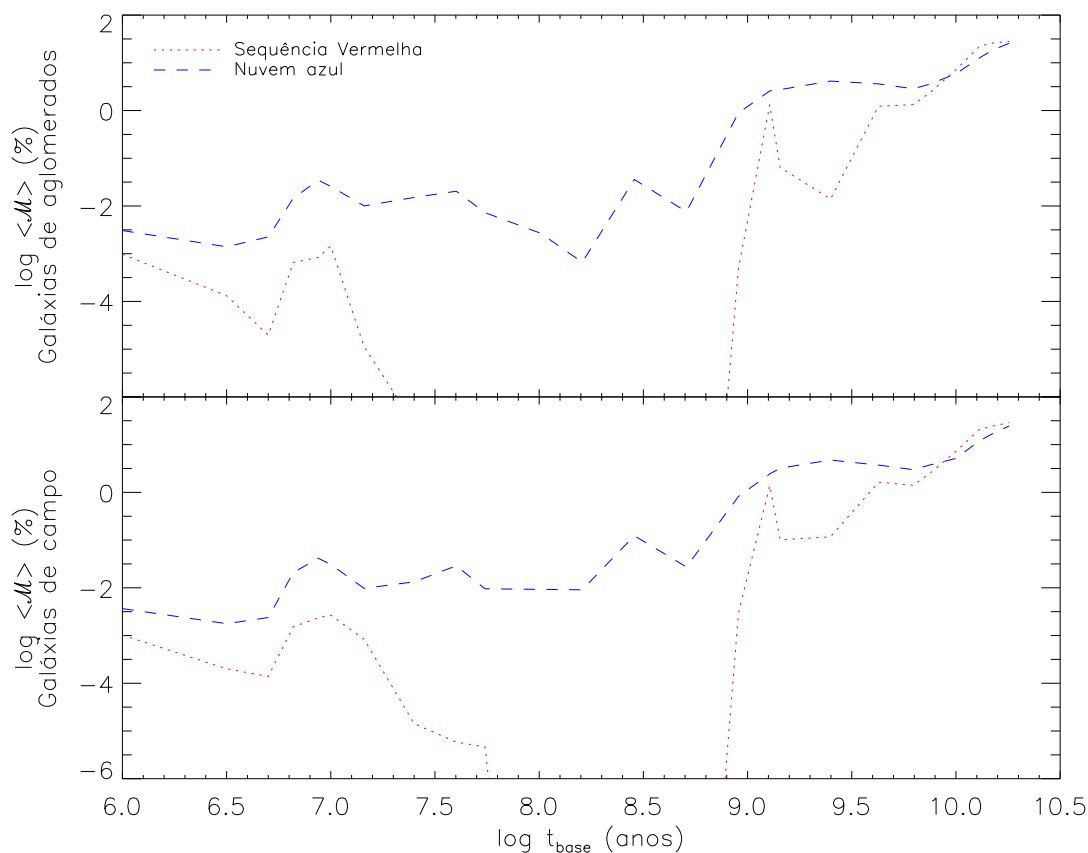


Figura 5.1: Mediana da fração em massa das componentes da base espectral somadas sobre todas as metalicidades (em porcentagem) em função das idades das populações estelares que compõem a base (ver texto para mais explicações). O painel acima mostra as galáxias em aglomerados e o painel abaixo as de campo. Em ambos casos as amostras foram subdivididas entre galáxias da RS (linhas pontilhadas) e da BC (linhas tracejadas). Os gráficos não representam a história de formação estelar propriamente dita (no sentido de taxa de formação estelar específica em função do tempo), mas demonstram o comportamento médio da composição em massa das populações estelares que constituem as galáxias.

idades apresentadas no capítulo anterior são elevadas para a maior parte das galáxias. Mesmo as galáxias azuis parecem ter uma fração de sua massa nas populações estelares mais antigas. Isso responde a nossa questão: As galáxias da nuvem azul são mais novas porque possuem parte de sua massa constituída de estrelas de menor idade (o que evidencia formação estelar recente desdes objetos), no entanto, também possuem grande parte de a não visualizar facilmente que as maiores frações de massa encontram-se na região de idades maiores que 10^{10} anos, que possuem $\log \langle \mathcal{M} \rangle > 1$, e que pequenas variações de seu valor pode representar grandes diferenças de fração de massa.

sua massa composta por estrelas velhas. De fato, apenas uma fração muito pequena da massa (menos que 1%, em média) encontra-se em populações muito jovens, mesmo assim as galáxias da BC possuem uma cor ($g-r$) pequena. Isso nos leva a concluir que *o passado recente é determinante na cor de uma galáxia*. Em outras palavras, as galáxias da BC são azuis porque possuem evidência de formação estelar recente, enquanto que as vermelhas não.

5.1.1 A Formação Estelar Recente

Uma maneira de verificamos qualitativamente esta conclusão é utilizarmos este argumento físico para selecionarmos as galáxias no diagrama cor-magnitude. Se o argumento de que a cor das galáxias é determinada pelo que ocorre no seu passado recente for verdadeiro, podemos usar o vetor \mathcal{M} para determinar se uma galáxia é vermelha ou azul.

Definamos o parâmetro f_{t_i} como sendo a fração em massa da galáxia formada nos últimos t_i anos de sua história. Assim, f_{t_i} pode ser escrito como:

$$f_{t_i} = \sum_{k, t_k \leq t_i} \mathcal{M}(t_k) \quad (5.2)$$

Devemos, então, definir valores de f_{t_i} e t_i de modo a diferenciar as galáxias vermelhas e azuis. As escolhas para estes parâmetros foram feitas arbitrariamente, tomando como base os resultados medianos de cada população da Figura 5.1 e analisando o vetor \mathcal{M} individualmente para algumas galáxias representativas de cada amostra. Com relação a idade t_i , percebemos que, de fato, a maior diferença nas populações estelares entre as galáxias da RS e da BC surgem para as populações estelares de menor idade. Sabemos que os tempos de transformação morfológica são da ordem de $\sim 10^9$ anos. Assim, escolheremos o primeiro valor de idade na base menor que este como sendo a idade de diferenciação entre as duas populações, a saber, $t_d = 9 \times 10^8$ anos.

Para estas idades, as populações estelares da BC têm valores de $\langle \mathcal{M} \rangle \sim 10^{-1} - 10^{-2} \%$, enquanto que as populações estelares das galáxias da RS possuem frações no mínimo 10 vezes menores que estas. Analisamos, então, a distribuição da fração em massa f_{t_d} das galáxias sintetizada nos últimos 9×10^8 anos. A figura 5.2 mostra a distribuição de f_{t_d} para as galáxias de nossa amostra de galáxias em aglomerados².

² A distribuição de f_{t_d} para as galáxias de campo é semelhante e foi omitida desta análise

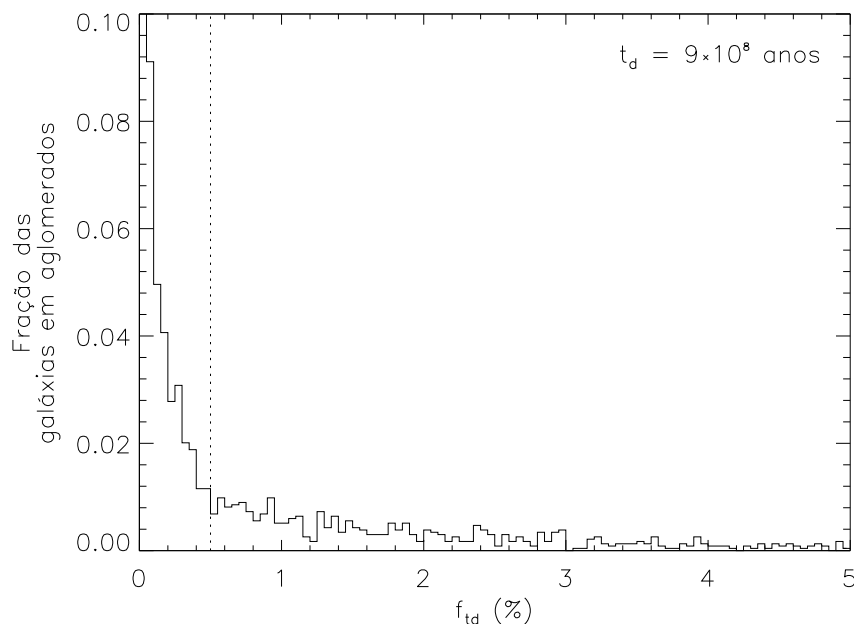


Figura 5.2: Distribuição da fração da massa total f_{t_d} das galáxias sintetizada em estrelas nos últimos $t_d = 9^8$ anos (conforme definido pela Equação 5.2). A linha vertical tracejada representa a fração de 0.5% adotada como a fração onde o comportamento das galáxias muda sua distribuição.

Uma grande porção das galáxias possui frações muito pequenas de sua massa total sintetizada nos últimos t_d anos. As demais possuem frações de massa cada vez maiores. Notamos claramente dois comportamentos distintos: um conjunto numeroso de galáxias com pouca formação recente e um outro conjunto com diversos valores de fração de sua massa sintetizada nos últimos 9×10^8 anos. Notamos que a distribuição sofre uma rápida elevação no número de galáxias para valores de f_{t_d} menores que 1%. Arbitramos, assim, que as galáxias azuis são aquelas que possuem $f_{t_d} > 0.5\%$, e as vermelhas aquelas com as frações inferiores a esta. Podemos observar este valor no gráfico da Figura 5.2 como uma linha vertical pontilhada, que explicita a quebra de comportamento da fração em massa para cada grupo.

Estes valores de t_d e f_{t_d} foram, então, utilizados para analisar nossas amostras. Os gráficos da Figura 5.3 mostram diagramas cor-magnitude (painéis acima) e distribuições do índice D_n4000 (painéis abaixo) onde aplicamos este critério de seleção entre galáxias vermelhas e azuis. As galáxias em aglomerados são mostradas nos painéis da esquerda e as galáxias de campo nos painéis da direita. Nos CMDs, os símbolos em forma de estrela

representam as galáxias com $f_{td} > 0.5\%$ (galáxias azuis) e os símbolos com forma elípticas representam as galáxias com $f_{td} < 0.5\%$ (galáxias vermelhas).

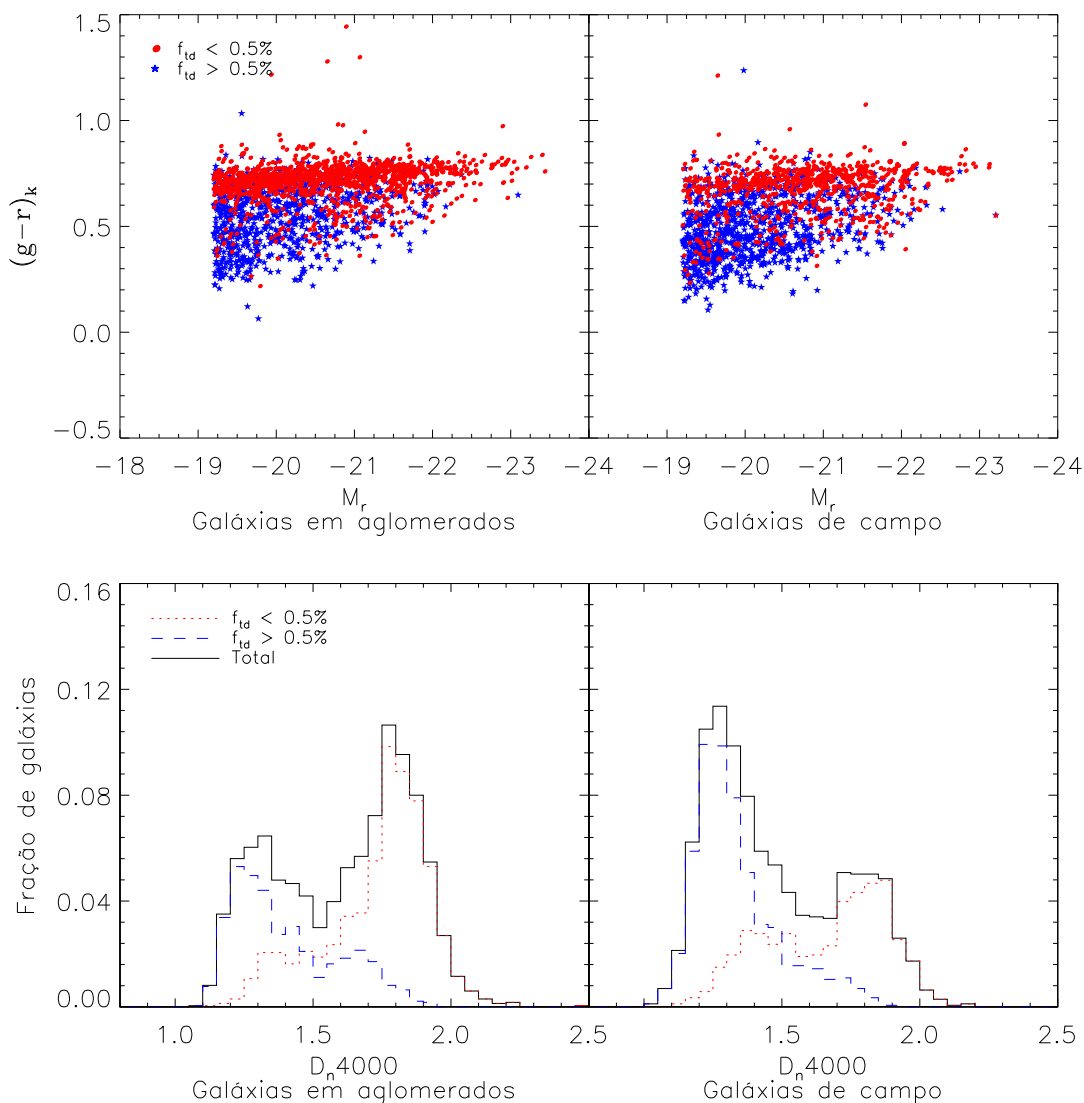


Figura 5.3: Diagramas cor-magnitude (painéis acima) e distribuições do índice espectroscópico D_n4000 (painéis abaixo) para as galáxias em aglomerados (painéis da esquerda) e as galáxias de campo (painéis da direita). Nos CMDs, os símbolos em forma de estrela representam as galáxias com $f_{td} > 0.5\%$ e os símbolos com forma elípticas representam as galáxias com $f_{td} < 0.5\%$, para $t_d = 9 \times 10^8$.

Notamos que grande parte das galáxias classificadas como “vermelhas” por este método seguem a distribuição da RS em ambas as amostras. Nos histogramas do índice D_n4000 , onde as galáxias vermelhas são representadas pelas linhas pontilhadas e as azuis pelas tracejadas, podemos observar a reprodução do comportamento bimodal da amostra. Os

resultados são bastante contundentes.

Apesar da concordância destes resultados, fica evidente que a presente seção não tem a pretensão de propor rigorosamente um critério para a separação entre a RS e a BC, mesmo porque a utilização das frações f_{t_i} são pouco práticas para este fim. Nosso objetivo, com o estudo foi o de permitir-nos construir uma intuição física sobre as causas da presença da RS a fim de responder a seguinte pergunta: *Quais os processo fundamentais que determinam a cor de uma galáxia?* Acabamos de mostrar, ao menos em parte, que uma das principais causas da cor de uma galáxia é a presença ou não de formação estelar recente. Ademais, estimamos que uma galáxia será considerada azul se $\sim 0.5\%$ de sua massa estelar houver sido produzida nos últimos ~ 900 milhões de anos de sua história. Em outras palavras, galáxias que tenham deixado de formar estrelas neste mesmo período têm uma grande probabilidade de serem encontradas hoje sobre a RS. Evidentemente existem outros fatores que influenciam na cor de uma galáxia como, por exemplo, a presença de poeira, os efeitos da metalicidade das populações, etc. No entanto, este resultado está em excelente acordo com os modelos de transformação morfológica como descrito por van Dokkum e Franx (2001).

5.1.2 A Época de Formação da RS

Podemos, então, realizar a mesma análise das frações de massa f_{t_i} somente para as galáxias da RS. Estas são as galáxias mais antigas do universo e, como discutido, acredita-se que tenham sido formadas em $z \sim 2-3$, o que corresponde a idades entre 10 e 11 bilhões de anos. A maior parte destas galáxias possuem pouca ou nenhuma evidência de formação estelar recente, assim, utilizamos um valor maior de t_i do que o usado anteriormente³. Para este estudo, adotamos uma idade de formação $t_f = 10^{10}$ anos atrás ($z \sim 2$), i.e., quando o universo tinha ~ 3 bilhões de anos e analisamos a distribuição das frações de massa formada após esta época.

Se a formação tiver ocorrido de forma coordenada e rápida (como proposto pelo cenário de colapso monolítico), devemos observar um pico estreito na distribuição de f_{t_f} . Este pico

³ Lembramos que o valor de t_i é adotado como a idade das populações estelares, sendo assim, valores maiores de t_i correspondem a populações formadas em épocas distantes, quando as idades do universo eram menores.

será próximo a zero se tivermos escolhido t_f menor que a época de formação “real” das galáxias (i.e, as galáxias se formaram antes da idade adotada e, portanto, não possuem fração de massa sintetizada em populações de idades mais recentes). Por outro lado, se tivermos escolhido t_f maior que a “verdadeira” idade de formação, as galáxias ainda não terão formado todas as suas estrelas e terão um pico em frações próximas a 100%. Na Figura 5.4, podemos visualizar as distribuições de f_{t_f} para as galáxias da RS nos aglomerados (linha cheia) e no campo (linha tracejada). Observamos que, ao contrário do que argumentamos para a formação coordenada, a distribuição é relativamente dispersa, quando comparada, por exemplo, a distribuição da Figura 5.2. Constatamos um grande número de galáxias da RS com menos que 40% de sua massa formada por populações estelares com idade menores que 10^{10} anos, no entanto, a distribuição se estende consistentemente até o valor de 100% da massa.

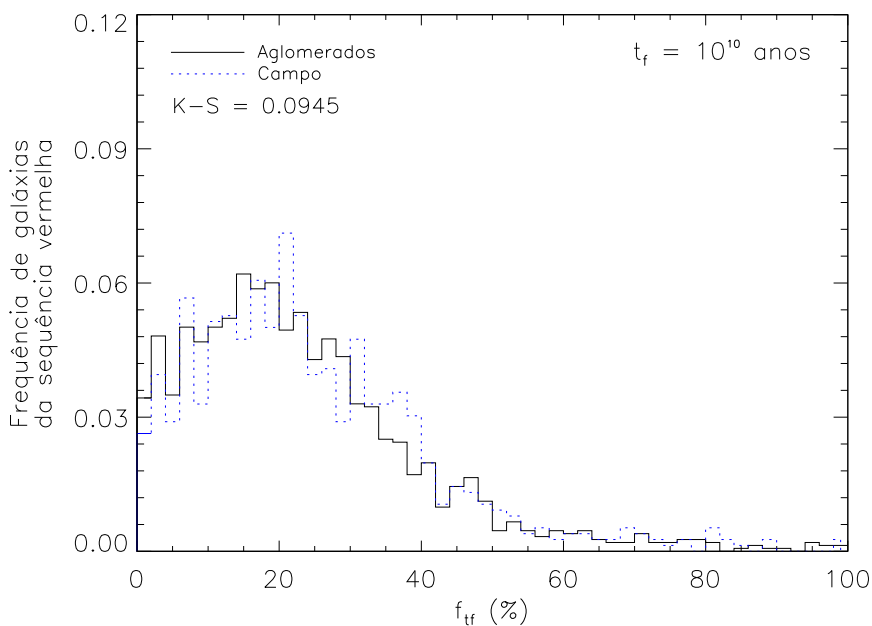


Figura 5.4: Distribuição da fração da massa total f_{t_f} das galáxias da RS, sintetizada em estrelas nos últimos $t_f = 10^{10}$ anos (conforme definido pela Equação 5.2). A linha cheia representa as galáxias em aglomerados enquanto que a linha tracejada as galáxias do campo.

Propomos que um cenário que melhor descreva estas observações é tal que a formação estelar das galáxias da RS não ocorreu em um curto intervalo de tempo para todas as galáxias, sendo que a sequência foi alimentada ao longo do tempo por galáxias formadas

posteriormente. Este cenário está em acordo com o proposto por Poggianti et al. (2006), onde os autores consideram o cenário em que a população de galáxias passivas é composta por duas componentes: galáxias passivas primordiais, em que todas as estrelas formaram-se antes de $z = 2.5$, e galáxias formadas em épocas mais recentes cuja formação estelar foi interrompida abruptamente pelo ambiente em que se encontram.

É importante ressaltar, no entanto, que a entrada das galáxias mais novas na RS não deve ter como única explicação o ambiente, visto que a comparação entre as regiões de campo e nos aglomerados mostram compatibilidade em ambas as distribuições (com resultado do teste K-S de $\sim 10\%$). O ambiente é fundamental para determinar a fração destes objetos, servindo, portanto, mais como um meio *catalisador* da evolução do que como meio *discriminador*.

O fato do pico desta distribuição não se encontrar em zero indica apenas que a idade da base t_f escolhida é superior ao período de formação estelar mais intensa da maior parte das galáxias da RS. Não atribuiremos, no entanto, uma idade absoluta para o *início* do processo de formação das galáxias, como fazem a maioria dos autores, pois os resultados parecem indicar que um início preciso deste processo não está completamente definido e também devido a questões existentes entre a base espectral utilizada e os valores absolutos de idade obtidos, como mostrado na Seção 5.1.3, a seguir.

5.1.3 Sobre a Síntese Espectral das Galáxias Vermelhas

Cabe neste ponto ressaltar dois pontos importantes com respeito a síntese espectral das galáxias vermelhas. Primeiramente, a questão do “excesso das populações de 1 Gano”. Este é um fato conhecido desde as primeiras análises com a síntese espectral para a respectiva base e pode ser notado nos gráficos da Figura 5.1 como um pico em $\log t_{\text{base}} = 9$ para as galáxias da RS. Este aspecto foi abordado por Gomes (2003), onde o autor discute esta observação como sendo um artefato do ajuste, não representando um evento verdadeiro de formação estelar. Este fato foi originalmente atribuído a deficiências na base espectral (i.e., BC03).

Mais recentemente, tem-se percebido um segundo aspecto da síntese espectral para as galáxias vermelhas que também diz respeito a distribuição das populações estelares. As galáxias vermelhas são repetidamente modeladas por um grupo de populações com idades

maiores que 10^9 anos e um grupo de populações com idades inferiores a $\sim 10^7$ anos, sem qualquer outra população intermediária. Apesar das quantidades serem muito pequenas (em massa) para estas últimas populações, o efeito é *sistemático*. Não seria fisicamente razoável esperar que as galáxias da RS possuíssem uma distribuição como esta. Sabemos que grande parte das galáxias vermelhas (mais especificamente as da RS) não possuem evidência de formação estelar recente e, mesmo que algumas evidenciem atividade nuclear (AGNs), essa atividade é muito distinta das assinaturas da formação estelar. Novamente, nos deparamos com limitações da técnica e/ou dos modelos que emprega.

Não é possível, com a presente análise, saber se os dois efeitos provêm da mesma fonte, ou mesmo inferir sobre as causas destes efeitos, no entanto, trabalhos recentes têm apontado uma direção a ser seguida no sentido compreender suas razões. Koleva et al. (2008) fazem uma detalhada comparação entre três diferentes modelos de síntese de populações estelares, a saber, Pegase-HR, Galaxev (de BC03) e Vazdekis/Miles, utilizando aglomerados globulares galácticos bem conhecidos como grupo de controle. Os autores mostram algumas limitações da biblioteca estelar STELIB, utilizada nos modelos de BC03, e enfatizam a sensibilidade dos resultados para a presença de estrelas azuis do ramo horizontal (BHB, *blue horizontal branch*) nas populações mais antigas.

As estrelas BHB são velhas, bastante brilhantes e possuem cor mais azul. A ausência destas na base espectral pode facilmente afetar a determinação das populações estelares antigas. No caso de nosso ajuste, é possível que estrelas quentes das populações mais jovens (e/ou de menor metalicidade) sejam introduzidas, sistematicamente, na modelagem das galáxias vermelhas para compensar pela ausência das estrelas BHB. Podemos entender que, na falta destas estrelas, o código Starlight procura na base espectral por outras populações com cores e magnitudes semelhantes.

Como resultado deste procedimento, obtemos idades menores do que deveríamos devido a introdução destas populações mais jovens. Em termos das idades e metalicidades ponderadas pela massa, a introdução dessas populações causa pouco efeito, uma vez que uma pequena quantidade de estrelas das populações jovens é suficiente para introduzir uma grande luminosidade. O efeito maior certamente ocorre nas idades e metalicidades ponderadas pela luminosidade. A determinação da massa estelar também pode conter erros não desprezíveis, uma vez que as populações mais antigas necessitariam uma quan-

tidade maior de populações BHB para reproduzir a mesma luminosidade simulada pelas populações jovens. No entanto, não é do escopo deste trabalho o estudo destes efeitos. Basta, no momento, termos em mente que nossos valores absolutos de idade, metalicidade e massa estelar estão ligeiramente subestimados para as galáxias da RS.

5.2 Uma Breve Análise sobre a Evolução da RS

Passaremos nas próximas seções a uma breve análise sobre aspectos evolutivos de nossa amostra.

Quanto mais profundas as observações do céu, mais para trás olhamos no tempo. Quanto mais distantes as observações, notamos que as populações de galáxias parecem, em média, mais azuis e com morfologia mais espiral ou irregular. Variações nas cores das galáxias em altos redshifts podem implicar em uma mudança no aspecto da RS. Diversos autores têm procurado por algum tipo de variação na RS, i.e., no ponto zero e na inclinação da sequência, em função do redshift (e.g. Koyama et al. 2007; De Lucia e Poggianti 2008; Mei et al. 2009; Roche et al. 2009; Skelton et al. 2009, entre outros). Muitos têm reportado uma evolução nos parâmetros do ajuste, enquanto outros mostram não ser significativa, argumentando que a sequência de galáxias vermelhas já está plenamente estabelecida desde, pelo menos, $z = 1$.

Utilizando o SDSS como única base de dados, pouco podemos estudar neste sentido devido a proximidade das observações. No entanto, como descrito na Seção 2.4, selecionamos uma região mais distante ($0.10 < z < 0.12$), com redshift mediano de $z = 0.106$, a fim de verificarmos possíveis efeitos de evolução passiva dentro de uma amostra que abrangesse esta faixa larga de redshifts. A separação entre as duas amostras corresponde a ~ 800 milhões de anos na cosmologia padrão, o que apesar de cosmologicamente pequeno, deve ser suficiente para se observar alguma evolução das populações estelares.

Para realizarmos as comparações entre as galáxias em aglomerados de ambos os redshifts precisamos limitar o volume da amostra mais próxima para corresponder ao volume da amostra mais distante. Infelizmente, devido a amostra espectroscópica do SDSS não ser suficientemente profunda, este procedimento elimina grande parte (cerca de 85%) da amostra mais próxima. Com pouco mais de 300 galáxias restantes, as incertezas calculadas para os parâmetros do ajuste da RS se tornam da ordem de grandeza dos próprios parâmetros,

inviabilizando comparações confiáveis entre os ajustes. No entanto, podemos ainda comparar as distribuições das cores para cada redshift uma vez que os efeitos evolutivos, se presente, devem ser refletidos nas cores das galáxias.

A Figura 5.5 mostra a distribuição da cor observada $(g-r)_k$ para a amostra de galáxias em aglomerados mais próximos (em $z \sim 0.04$, representado pela linha cheia) e para os aglomerados mais distantes (em $z \sim 0.11$, representado pela linha tracejada). Sobre a distribuição mais distante foram colocados as incertezas de Poisson a fim de observarmos se as diferenças entre as frequências são significativas. As incertezas na outra distribuição, são muito semelhantes e, portanto, foram excluídas para facilitar a visualização. Também aplicamos o teste K-S entre as amostras.

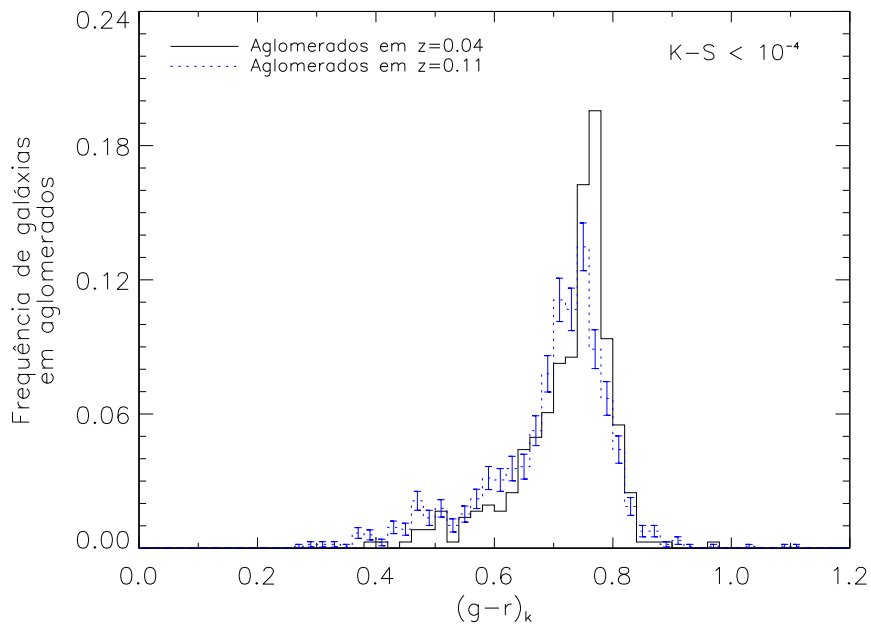


Figura 5.5: Distribuição da cor observada $(g-r)_k$ para as galáxias nos aglomerados mais próximos ($0.03 < z < 0.05$, linha cheia) e mais distantes ($0.10 < z < 0.12$, linha tracejada). As barras de erro colocadas sobre uma das distribuições representam os erros de Poisson e foram omitidas da outra para melhor visualização por serem muito semelhantes.

As diferenças entre as distribuições são muito significativas. Notamos um deslocamento no pico das galáxias vermelhas no sentido de cores mais azuis para a amostra mais distante. Também notamos uma clara diminuição da fração de galáxias no pico das vermelhas e um aumento da fração de galáxias azuis para a amostra em $z \sim 0.11$. Estes efeitos podem

ser compreendido no contexto da evolução passiva das populações estelares. Quanto mais distantes as observações, menos evoluídas estarão as populações estelares e, portanto, mais azuis serão suas cores. A mudança na fração relativa entre cada amostra também pode ser entendida dessa forma uma vez que as populações mais jovens sofrem variações mais rápidas de cor que as populações vermelhas, assim causando um acúmulo maior de galáxias sobre a população vermelha.

A fim de verificar estes argumentos sobre a evolução das cores das galáxias em curtos intervalos de tempo aplicamos um modelo simples de evolução passiva sobre as populações estelares. O modelo consiste em evoluir os espectros da base utilizada pelo ajuste com o Starlight e recalculamos os espectros sintéticos para a nova base utilizando a equação 2.4. Para tanto, assumimos que nos intervalos de tempo não haja variações significativa da razão massa-luminosidade, da metalicidade e do conteúdo de poeira das galáxias modeladas, bem como dos demais parâmetros estruturais tais como dispersão de velocidades e massa. Para a evolução da base espectral usamos o modelo de síntese evolutiva de populações estelares *Galaxev* de BC03. Utilizamos uma grade com 221 idades (para cada metalicidade) geradas por este modelo e interpolamos os espectros para valores de idades intermediárias.

Na Figura 5.6, comparamos a cor $(g-r)_{syn}$ calculada a partir do espectro sintético (modelado) ajustado pelo Starlight para as galáxias em aglomerados para ambos os redshifts. A cor $(g-r)_{syn}$ é diferente da cor $(g-r)_k$ pois é calculada diretamente dos espectros sintéticos ajustados das observações, que são provenientes das fibras ópticas. Por receberem apenas a luminosidade proveniente das regiões mais centrais das galáxias, a primeira cor é mais vermelha que a segunda devido aos gradientes de cor nas galáxias. Outra diferença é que a segunda contém as linhas de emissão das galáxias, enquanto que a primeira as omite. Ambas as cores são calculadas no referencial de repouso. No painel da esquerda mostramos a cor $(g-r)_{syn}$ para as galáxias com suas populações estelares com as idades como obtidas pelo método da síntese espectral. No painel da direita mostramos a cor $(g-r)_{syn}^{z=0}$ para as galáxias com as populações estelares evoluídas do *look-back time*⁴ referente ao redshift de sua observação. As linhas em cada painel correspondem as descrições da Figura 5.5.

A diferença observada na cor no painel da esquerda (da Figura 5.6), que corresponde

⁴ O look-back time é o tempo que levou para a luz se propagar do objeto observado até nós, calculado no referencial de observação. É a idade do universo hoje menos a idade do universo na época da emissão dos fótons.

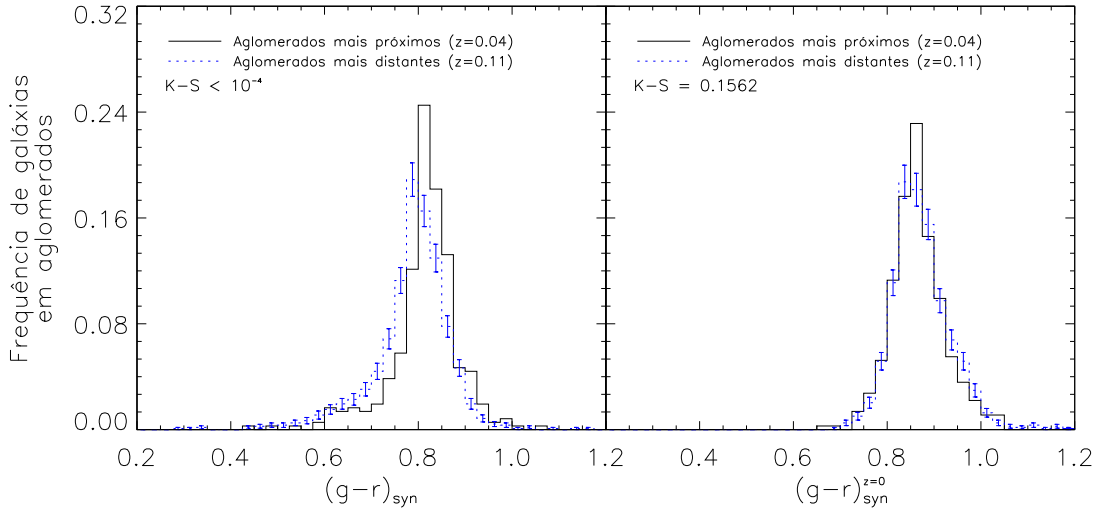


Figura 5.6: Distribuições da cor $(g-r)_{syn}$ (ver texto para explicações) para as galáxias nos aglomerados próximos ($0.03 < z < 0.05$, linhas cheias) e nos aglomerados mais distantes ($0.10 < z < 0.12$, linha tracejada). O painel da esquerda representa as cores calculadas com os espectros sintéticos reconstruídos com as idades obtidas do ajuste, enquanto que o painel da direita representa as cores calculadas com os espectros cujas idades das populações estelares foram evoluídas do look-back time para corresponderem a aparência que teriam em $z = 0$.

a mesma diferença existente na Figura 5.5, praticamente desaparece quando evoluímos as populações estelares para a mesma época cosmológica. Pelos testes K-S, constatamos que estes resultados são estatisticamente significativos. Dependendo da precisão obtida nos ajustes da RS, a evolução passiva das populações estelares pode ter um papel relevante nos estudos da RS de amostras em diferentes redshifts. Por exemplo, para o intervalo de tempo de ~ 800 milhões de anos entre as duas amostras, a diferença na cor foi, em média, de $\sim 0.02 - 0.03$. Isso a uma fração considerável de variação do ponto zero da relação da RS e justifica, portanto, a definição de intervalos de redshift estreitos para a obtenção de amostras como os escolhidos neste trabalho. Muitos autores escolhem intervalos muito maiores a fim de ampliar o número de objetos amostrados, mas com isso introduzem mais dispersão nas cores da RS que podem ser devidas somente às diferenças nas épocas cosmológicas de observação e não representam uma dispersão real das cores das galáxias.

5.3 Trajetórias Evolutivas no CMD

Conhecer os detalhes de cada população estelar (através dos vetores de população \vec{x} e $\vec{\mu}$) nos permite, além de estimar a evolução das galáxias, reconstruir a sua história estelar. O mesmo método descrito acima usado para criar um modelo simples de evolução das cores pode ser “rodado ao contrário” para modelar o desenvolvimento das populações estelares ao longo do tempo passado. Para isso, diminuimos a idade de cada SSPs que constitui a base espectral. Quando uma idade chega a zero, podemos simplesmente retirar a SSP correspondente da base, já que tal população estelar ainda não havia sido formada nesta época.

Podemos, portanto, retrazar a evolução das cores de uma galáxia sobre o diagrama cor-magnitude. Trajetórias evolutivas no diagrama cor-magnitude são bastante comuns para a astronomia estelar (trajetórias no diagrama H-R), mas ainda não exploradas no contexto da astronomia extragaláctica. Na Figura 5.7 mostramos um exemplo de trajetórias evolutivas para algumas galáxias da RS nos aglomerados próximos. Para este modelo, adotamos as mesmas hipóteses de avermelhamento, dispersão de velocidades, etc., utilizadas no modelo evolutivo anterior. No gráfico, mostramos a cor $(g-r)_{syn}$ (como descrito na seção anterior) em função da magnitude absoluta no referencial de repouso M_r^{syn} . Os pontos em cinza representam as galáxias em aglomerados com $0.03 < z < 0.05$. As linhas tracejadas são os limites da região da RS (como definido na Seção 3.2) calculados para a cor e magnitude obtidas do espectro sintético. As linhas cheias representam as trajetórias evolutivas até $z = 5$ onde, ao lado, mostramos o tempo cosmológico (em unidades de bilhões de anos) rodado para trás desde a posição inicial de cada galáxia.

Apesar de ser bastante simplificado, o modelo nos permite observar que as trajetórias evolutivas estão de acordo como esperado: para tempos passados, as cores são mais azuis e as magnitudes são maiores. Vale ressaltar que as magnitudes absolutas obtidas representam a magnitude como se toda a massa estivesse reunida em um único objeto. Pelo cenário hierárquico de formação de galáxias sabemos que essa massa se encontrava distribuída em diferentes galáxias progenitoras. A síntese espectral, no entanto, nos dá acesso as populações estelares de todos os progenitores, independentemente da história de fusões que tiveram, permitindo assim retrazar suas cores e acessar, em tese, a época em que passaram a pertencer a RS.

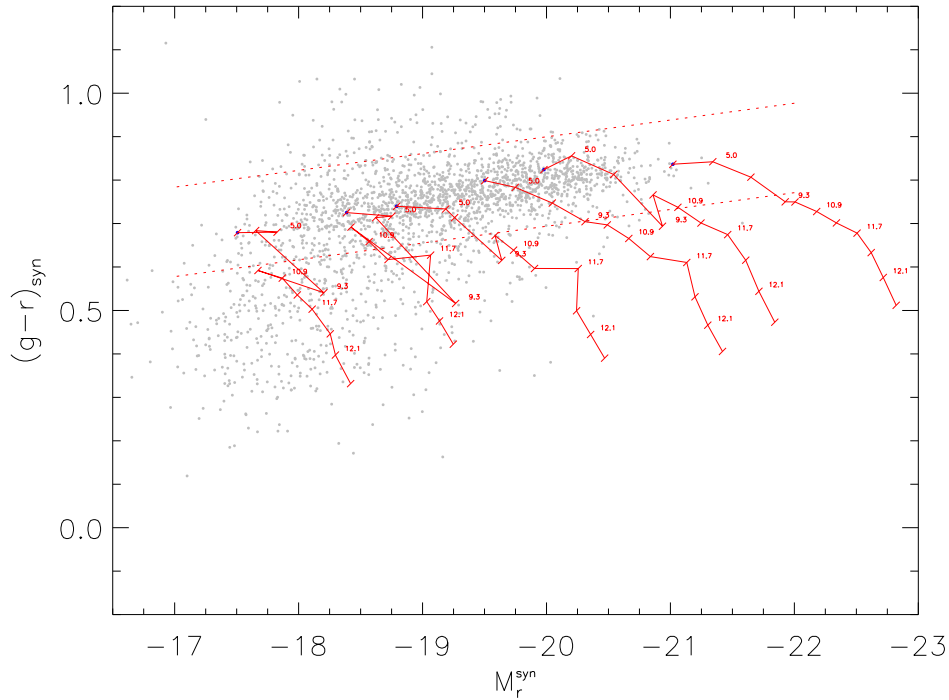


Figura 5.7: Diagrama da cor $(g-r)_{syn}$ em função da magnitude M_r^{syn} para as galáxias nos aglomerados próximos. As linhas tracejadas representam os limites da região da RS para esta cor e magnitude. As linhas cheias representam exemplos de trajetórias evolutivas de seis galáxias da RS. Próximo as trajetórias estão representados o tempo para cada ponto da trajetória (em unidades de bilhões de anos) rodado para trás desde a época da observação até $z = 5$.

Um aspecto importante que podemos notar é que, pelo menos para os exemplos mostrados, as galáxias já pertenciam a RS desde 6 – 8 bilhões de anos atrás. Isto está em acordo com outros autores que argumentam que a RS já está estabelecida desde *pelo menos* $z = 1$ (7.7×10^9 anos) (ver, por exemplo, Koyama et al. 2007; Mei et al. 2009, e suas referências). Outro aspecto que notamos é que as trajetórias das galáxias de mais baixa massa são mais irregulares, enquanto que as de alta massa parecem seguir uma trajetória mais retilínea. Isso acontece porque, como visto, as galáxias de baixa massa possuem um número maior de populações mais jovens o que faz com que pequenas variações na sua idade tenham uma variação maior na cor das galáxias. Cada vez que uma SSP é retirada da base a cor pode sofrer um salto para valores maiores, pois estamos retirando uma população jovens e azul. Isso explica porque algumas galáxias apresentam uma quebra na trajetória próximo a idade de 10^9 anos, que aparece devido ao já discutido problema do excesso de populações

com esta idade.

As características das trajetórias das galáxias da RS como um todo foram acessadas, estatisticamente, através de um *diagrama de trajetórias evolutivas no CMD* mostrado na Figura 5.8. Neste diagrama são mostradas as trajetórias medianas das galáxias da RS para diferentes intervalos de massa estelar (como indicados no canto superior direito da figura) para as diferenças de cor $\Delta(g - r)_{syn}$ em função da magnitude ΔM_r^{syn} . As diferenças foram tomadas em relação a cor e magnitude inicial de cada galáxia, de modo que todas as trajetórias partem da origem do diagrama. O contorno em linha tracejada representa a região por onde passam todas as trajetórias de galáxias acima do limite de completeza em massa. Podemos notar que as trajetórias são bastante dispersas, mas seguem a mesma direção aproximada.

O diagrama nos mostra onde deveríamos encontrar as galáxias da RS em função do tempo em relação a posição da RS em $z \sim 0$. Na realidade, ao invés de nos referirmos a galáxias, devemos lembrar que estamos simulando as cores da soma das populações estelares das galáxias progenitoras daquelas observadas no universo local. Podemos notar que as diferentes luminosidade (e, portanto, diferentes massas) possuem evoluções distintas. Por exemplo, as populações estelares das galáxias de *menor massa*, em média, executam uma trajetória com *menor* variação da luminosidade no diagrama cor-magnitude, enquanto que as populações estelares das galáxias *mais massivas* possuem uma trajetória com *maior* variação da luminosidade.

Desse modo, poderíamos esperar uma pequena variação na inclinação da RS (mudança no coeficiente b da RS ajustada) no sentido de inclinações mais negativas ($\Delta b < 0$) em comparação com a RS em $z = 0$. Para nossa simulação, obtivemos uma variação percentual da inclinação (até $z = 1$), em média, de $\Delta b \sim -2\%$. Evidentemente, esta variação só deve ser significativa se tivermos estatística suficientemente boa para obtermos erros menores que a própria variação. Na prática, os erros associados a determinação dos parâmetros da RS são maiores que isso, impossibilitando esta verificação. No caso desta análise, por exemplo, o menor erro na determinação da inclinação da RS obtido foi de $\sim 8\%$, no caso da RS das galáxias de aglomerados próximos, onde a sequência é bem proeminente, com mais 2300 galáxias amostradas e em uma faixa de redshifts relativamente estreita. Por esta razão, a grande maioria dos autores não têm reportado mudanças significativas da

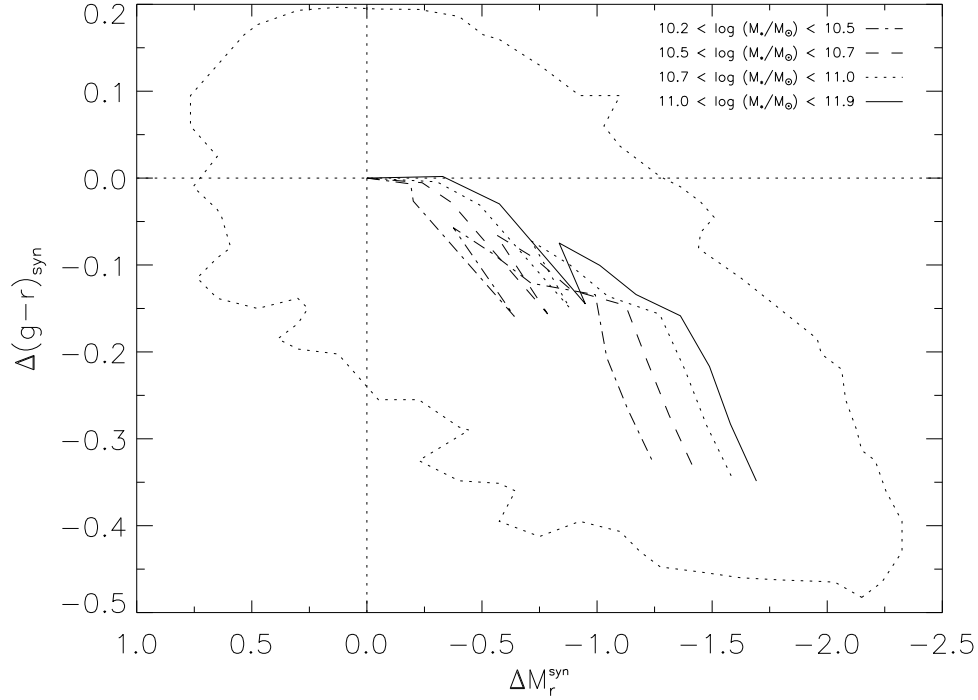


Figura 5.8: Diagrama da trajetória evolutiva das galáxias em aglomerados próximos. Nesta figura, mostramos a diferença e cor $\Delta(g-r)_{syn}$ em função da diferença de magnitude ΔM_r^{syn} . As diferenças foram tomadas em relação a posição inicial da galáxias no CMD em $z \sim 0$. Foram traçadas as trajetórias das galáxias acima do limite de completude em massa para 4 intervalos de massa distintos. As trajetórias representam as medianas das posições do CMD em função do tempo passado até $z = 5$. O contorno tracejado representa a região total por onde passaram todas as trajetórias acima do limite de completude em massa.

inclinação da RS mesmo para amostras distantes.

Neste capítulo, realizamos uma análise aprofundada das características das populações estelares que compõem as galáxias. Analisamos os vetores de população μ_j e constatamos que a presença de formação estelar recente nas galáxias é um dos parâmetros mais importantes para a determinação da sua cor – de modo bastante generalizado, é isto o que determina se uma galáxia pertence a RS ou a BC. Também estudamos a história de constituição da RS; percebemos que a sequência não foi formada em um evento único, mas deu-se continuamente ao longo de vários bilhões de anos. Mais importante, percebemos que o seu mecanismo de construção não depende do meio. Por fim, analisamos alguns aspectos evolutivos de nossa amostra. Mostramos que a escolha de intervalos estreitos de

redshift é fundamental para reduzir as dispersões na RS. Construimos um modelo simples de evolução das galáxias baseado nos modelos evolutivos de BC03 e percebemos que a sequência vermelha já se encontrava estabelecida em $z \sim 1$ e que a inclinação desta relação variou pouco neste intervalo de tempo se pudermos assumir que poucos eventos de fusão entre suas galáxias ocorreram neste período.

Conclusões e Perspectivas

Esta dissertação de mestrado teve como principal objetivo estudar as propriedades dos diagramas cor-magnitude (CMD) e os resultados da síntese empírica de populações a fim de examinar os principais cenários de formação e evolução das galáxias no universo.

Os aglomerados de galáxias tiveram um importante destaque neste trabalho. Essas estruturas são relativamente recentes e estima-se que começaram a atingir a densidade de colapso gravitacional por volta de $z \sim 1$. As galáxias que compõem estes sistemas, por outro lado, estão entre as mais antigas do universo. Apesar de aparentemente paradoxal, as ideias são perfeitamente conexas dentro do cenário hierárquico de formação de estruturas, fazendo com que os aglomerados sejam excelentes laboratórios para o estudo da evolução galáctica.

Utilizamos, como base de dados, as observações do Sloan Digital Sky Survey (SDSS) em sua sétima publicação oficial (DR7) até o limite espectroscópico de 17.77 magnitudes bem como os resultados da síntese espectral de Cid Fernandes et al. (2009, em preparação). Os estudos foram realizados sobre três amostras: duas mais próximas, com redshifts entre $0.03 < z < 0.05$ (uma com galáxias em aglomerados e outra com galáxias de campo) e uma mais distante com $0.10 < z < 0.12$ (apenas com galáxias em aglomerados). As amostras foram limitadas em volume, respectivamente, em $M_r = -19.2$ e $M_r = -21.4$. Diferentemente de outros trabalhos, as magnitudes absolutas utilizadas neste estudo foram corrigidas por correções- k calculadas diretamente dos espectros observados. As correções, obtidas individualmente para cada objeto e aplicadas sobre as magnitudes Petrosian do SDSS, são independente de modelo. Isso forneceu valores muito confiáveis das magnitudes absolutas totais e das cores utilizadas nas análises dos CMDs.

Selecionamos as galáxias pertencentes a aglomerados utilizando o catálogo de aglomerados C4 (Miller et al. 2005). A amostra de campo foi selecionada de regiões fora do catálogo C4 a fim de compararmos as características das populações entre estes dois ambientes. Estimamos que estas amostras sejam completas em massa estelar para $\log(M_*/M_\odot) > 10.2$, o que corresponde a $M_* \sim 2 \times 10^{10} M_\odot$.

Com respeito à comparação entre a amostra mais próxima e a mais distante em aglomerados, mostramos que a escolha de intervalos de redshift pode ter um efeito mensurável sobre a determinação da sequência vermelha (RS). Com pouco menos de 800 milhões de anos de separação entre as duas amostras (calculado pela mediana dos redshifts de cada uma) foi possível detectar um deslocamento estatisticamente bastante significativo de 0.02 a 0.03 na cor $(g - r)_k$. Apesar de parecer pouco em termos da posição absoluta do ponto zero da RS (principalmente em face das incertezas obtidas com os ajustes), essa diferença pode causar um aumento artificial na dispersão da RS de mais de 10% somente pelas diferenças nas épocas cosmológicas de *observação* das galáxias, não sendo devido à dispersão na época de *formação* das mesmas, como normalmente se atribui. Isso justifica a escolha de intervalos de redshift estreitos para estudos de galáxias da RS, como fizemos neste estudo.

Analisando as amostras de galáxias em aglomerados e de campo em $z \sim 0$ (amostras próximas) observamos uma dicotomia nos parâmetros espectrofotométricos da cor (inclusive no CMD) e do índice espectral D_n4000 e a estudamos em termos das populações estelares que constituem as galáxias. A síntese espectral, realizada com o código Starlight, nos permitiu acessar, em detalhes, a história de constituição das SSPs que formam as galáxias, fornecendo a idade, a metalicidade e a fração em massa de cada uma de suas componentes estelares. Percebemos que a bimodalidade pode ser entendida principalmente pela presença (ou ausência) de formação estelar recente ou, de outra maneira, que o passado recente de uma galáxia é determinante para a sua cor (ou forma do espectro). Em termos gerais, se cerca de $\sim 0.5\%$ da massa estelar de uma galáxia tiver sido sintetizada recentemente é muito provável que ela seja encontrada sobre a chamada nuvem azul (BC) e tenha uma quebra em 4000 Å pequena em seu espectro. Estimamos que se a formação estelar tiver sido interrompida há mais de ~ 900 milhões de anos, uma galáxia terá migrado da população azul para a RS e seu espectro desenvolverá uma maior quebra em 4000

Â. Este resultado está de acordo com os modelos de “transformação morfológica” como descritos, por exemplo, por van Dokkum e Franx (2001).

Em nosso trabalho, a região da RS foi definida como o intervalo de duas vezes (para mais e para menos) a mediana dos desvios absolutos de um ajuste linear robusto sobre as galáxias no CMD com a cor $(g-r)_k > 0.6$. Analisamos comparativamente as galáxias da RS e da BC em aglomerados e no campo próximos. Constatamos uma universalidade na posição e na dispersão da RS, que independem da região onde se encontram. Também observamos uma universalidade nas distribuições de idade e metalicidade médias das galáxias dependendo da faixa de massa estelar. No entanto, percebemos que as frações de galáxias em cada um dos grupos está fortemente correlacionada com o ambiente. A RS nas regiões de aglomerados é muito mais povoada do que a RS nas regiões de campo. Já a BC na região de campo é mais povoada que a BC em aglomerados. Estes resultados nos remetem à discussão da perspectiva *nature* versus *nurture* na formação e evolução das galáxias (e.g. Mateus et al. 2007). Apesar de não procurarmos estudar em detalhes este tema, os resultados parecem indicar que algumas características das galáxias são intrínsecas. Por exemplo, as distribuições de idade e metalicidades da população mais massiva e os processos de evolução e constituição das galáxias parecem ocorrer de forma semelhante independentemente do local em que se encontram. Por outro lado, as populações de galáxias, principalmente no que diz respeito as frações relativas dos representantes de cada grupo, parecem depender diretamente pelo meio. Desse modo, é possível que o ambiente esteja servindo muito mais como um meio catalisador da evolução galáctica do que discriminador.

Observações das propriedades das populações estelares de galáxias da RS, parecem sugerir que a largura da RS no CMD, i.e, a dispersão em cores das galáxias da RS, está mais correlacionada com a dispersão nas metalicidades do que com a dispersão em idades, como costuma-se atribuir. Sugerimos que, depois do interrompimento da formação estelar, a metalicidade é um dos fatores mais importantes para a determinação da cor de uma galáxia, seguido pela idade. Observamos também que o processo de formação das estrelas que constituem estes objetos não foi tão rápido e coordenado como normalmente se supõe. As distribuições de idades da RS pode se estender até ~ 2 bilhões de anos após o evento inicial de formação, no caso das galáxias mais massivas, ou até metade do tempo de Hubble para as galáxias menos massivas. Tanto os resultados das distribuições de idade e

metalicidade, quanto a análise dos vetores de população estelar individualmente de cada objeto, parecem sugerir que a construção da RS não deve ter ocorrido em um só evento, mas deve ter sido alimentada continuamente por galáxias que, ao longo da história do universo, vão deixando de formar estrelas ativamente, seja por influência do meio externo, ou simplesmente porque extinguiram seu combustível interno (i.e., gás frio). Além disso, os resíduos da relação massa-luminosidade das galáxias da RS estão correlacionados com sua idade médias indicando que, de fato, pode existir uma sequência de idades na dispersão da razão M_*/L_r dessas galáxias e, portanto, do plano fundamental das galáxias elípticas (Treu et al. 2006).

Propomos que o cenário que melhor descreve estas observações é um cenário próximo ao sugerido, por exemplo, por Poggianti et al. (2006), onde considera-se que a população de galáxias passivas é composta por duas componentes: primeiro, uma população de galáxias passivas primordiais com uma formação estelar mais antiga e, segundo, uma população mais nova que teve sua formação estelar interrompida pelo ambiente. Em nosso trabalho, sugerimos que esse cenário seja mais contínuo, começando com um evento inicial mais intenso de formação de estruturas que vão se estabelecendo sobre a RS, mas que se estenda durante vários bilhões de anos. Esse processo poderia ocorrer tanto em aglomerados quanto na região de campo, mas seria mais “eficiente” no primeiro. As evidências sugerem ainda, que essa acreção de galáxias sobre a RS aconteça das mais massivas para as menos massivas. Isso está de acordo com as observações do fenômeno conhecido como *downsizing* (Thomas et al. 2005).

Ao reportarem as observações desse fenômeno, alguns autores argumentam sobre uma aparente “incoerência” dessas com o cenário hierárquico de formação de galáxias. No entanto, entendemos que o efeito de *downsizing* está em perfeito acordo com o paradigma de formação hierárquica. Os diagramas massa-idade, por exemplo, sugerem que a idade de uma galáxia está limitada superiormente para cada intervalo de massa fixo. Analogamente, a massa de uma galáxia é limitada inferiormente para uma dada idade. Essa ausência de galáxia de alta massa e baixa idade enfatiza que o cenário de colapso monolítico para a formação de galáxias massivas não é adequado e sugere que as galáxias ao se “formarem” são pequenas e que cresçam por fusões e acreções. Desse modo, um observador em $z = 0$ tem a impressão que a formação estelar migrou das galáxias mais massivas para as menos

massivas, mas isso pode ser entendido por um processo de formação de estruturas contínuo ao longo da história do universo.

Por fim, utilizando um modelo simples de evolução passiva sobre as componentes estelares ajustadas pelo programa Starlight, reconstruímos as trajetórias evolutivas das galáxias da RS sobre o CMD. Constatamos que os progenitores das galáxias pertencentes a RS estão estabelecidos sobre essa sequência há pelo menos 6 – 8 bilhões de anos, em conformidade com os autores que sugerem que a RS esteja presente desde $z \sim 1$. Utilizamos este modelo para simular a inclinação da RS para este intervalo de tempo. Constatamos que, se a taxa de fusões não for muito grande neste período, a inclinação desta relação deva variar pouco, cerca de 2%, o que deve ser difícil de se observar visto as incertezas envolvidas na determinação dos parâmetros da RS.

Este trabalho contribuiu para estabelecer algumas dos importantes conceitos que envolvem os estudos dos CMDs. Mostramos algumas técnicas e cuidados importantes que devem ser tomados para a determinação de amostras produzindo resultados robustos neste aspecto. Também trouxemos mais argumentos para os debates sobre os principais cenários de formação e evolução das galáxias.

Entre as perspectivas futuras para este estudo, podemos destacar alguns aspectos importantes. Primeiramente, a utilização de um novo catálogo, mais atualizado e completo de estruturas em larga escala poderia trazer mais informações a respeito da importância do ambiente sobre os processos de formação e evolução das galáxias. Recentemente, um novo catálogo de aglomerados foi gerado por Wen et al. (2009, em submissão) para o DR6 do SDSS. Este catálogo conta com quase 40000 aglomerados para praticamente todo o catálogo espectroscópico do SDSS com aproximadamente o mesmo nível de completude do catálogo C4. Dessa forma, a estatística em nossos dados poderia melhorar consideravelmente permitindo estabelecer melhores estimativas na posição da RS. No entanto, um dos maiores avanços certamente seria a utilização de uma base espectral mais completa para os ajustes com o Starlight. Como descrito, algumas deficiências das bibliotecas estelares que compõem o modelo de BC03 – como a discutida ausência das estrelas quentes BHB, entre outros – têm gerado inconsistências na descrição das populações estelares de alguns tipos de galáxias. Isto ficou evidente no caso das populações mais antigas, o que impossibilitou que pudéssemos derivar, de maneira confiável, valores acurados do início

da atividade de formação estelar no universo. Outros grupos têm procurado maneiras alternativas de formar bases espectrais mesmo com tais limitações. Richards et al. (2009), por exemplo, demonstram como construir, de maneira sistemática, uma base espectral de forma otimizada, o que poderia, além de diminuir ainda mais efeitos de degenerescência de idade-metalicidade, como argumentam os autores, eliminar as inconsistências nas descrições das populações estelares discutidas na Seção 5.1.3. Tal análise permitiria reforçar os resultados alcançados e possibilitar a obtenção dos valores absolutos dos parâmetros das populações estelares, como já discutido. Além disso, poderíamos ainda realizar a síntese espectral de galáxias distantes ($z \sim 1$). Isso permitiria expandir nosso conhecimento deste tipo de objetos (visto que a síntese espectral tem sido pouco utilizada para galáxias a grandes distâncias) e poderia impor vínculos mais fortes sobre os modelos de evolução galáctica.

Referências Bibliográficas

- Aaronson M., Cohen J. G., Mould J., Malkan M., Calibration of metallicity effects on the integrated colors of globular clusters and early-type galaxies, *ApJ*, 1978, vol. 223, p. 824
- Abazajian K., Adelman-McCarthy J. K., Agüeros M. A., Allam S. S., et al. The Second Data Release of the Sloan Digital Sky Survey, *AJ*, 2004, vol. 128, p. 502
- Abell G. O., The Distribution of Rich Clusters of Galaxies., *ApJS*, 1958, vol. 3, p. 211
- Adelman-McCarthy J. K., Agüeros M. A., Allam S. S., et al. The Sixth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey, *ApJS*, 2008, vol. 175, p. 297
- Baade W., The Resolution of Messier 32, NGC 205, and the Central Region of the Andromeda Nebula., *ApJ*, 1944, vol. 100, p. 137
- Baade W., Galaxies and their Stellar Populations. (A Review of the Present State of Affairs), *Ricerche Astronomiche*, 1958, vol. 5, p. 3
- 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
- Balogh M. L., Navarro J. F., Morris S. L., The Origin of Star Formation Gradients in Rich Galaxy Clusters, *ApJ*, 2000, vol. 540, p. 113
- Baum W. A., Population Inferences from Star Counts, Surface Brightness and Colors, *PASP*, 1959, vol. 71, p. 106
- Bekki K., Couch W. J., Shioya Y., Tidal Truncation of Gas Replenishment and Global Suppression of Galactic Star Formation in Distant Clusters, *PASJ*, 2001, vol. 53, p. 395

- Bernardi M., Sheth R. K., Annis J., Burles S., Eisenstein D. J., Finkbeiner D. P., Hogg D. W., et al. Early-Type Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. III. The Fundamental Plane, *AJ*, 2003, vol. 125, p. 1866
- Bernardi M., Sheth R. K., Nichol R. C., Schneider D. P., Brinkmann J., Colors, Magnitudes, and Velocity Dispersions in Early-Type Galaxies: Implications for Galaxy Ages and Metallicities, *AJ*, 2005, vol. 129, p. 61
- Blanton M. R., Dalcanton J., Eisenstein D., Loveday J., Strauss M. A., SubbaRao M., Weinberg D. H., et al. The Luminosity Function of Galaxies in SDSS Commissioning Data, *AJ*, 2001, vol. 121, p. 2358
- Blanton M. R., Eisenstein D., Hogg D. W., Schlegel D. J., Brinkmann J., Relationship between Environment and the Broadband Optical Properties of Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey, *ApJ*, 2005, vol. 629, p. 143
- Blanton M. R., Hogg D. W., Bahcall N. A., et al. The Broadband Optical Properties of Galaxies with Redshifts $0.02 < z < 0.22$, *ApJ*, 2003, vol. 594, p. 186
- Bower R. G., Lucey J. R., Ellis R. S., Precision Photometry of Early Type Galaxies in the Coma and Virgo Clusters - a Test of the Universality of the Colour / Magnitude Relation - Part Two - Analysis, *MNRAS*, 1992, vol. 254, p. 601
- 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
- Bruzual G., The spectrum of the extragalactic background light, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, vol. 6, 1981, vol. 6, p. 19
- Bruzual G., Charlot S., Stellar population synthesis at the resolution of 2003, *MNRAS*, 2003, vol. 344, p. 1000
- Bruzual A. G., Charlot S., Spectral evolution of stellar populations using isochrone synthesis, *ApJ*, 1993, vol. 405, p. 538

- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction, *ApJ*, 1989, vol. 345, p. 245
- Cassata P., Cimatti A., Kurk J., Rodighiero G., Pozzetti L., Bolzonella M., Daddi E., Mignoli M., Berta S., Dickinson M., Franceschini A., Halliday C., Renzini A., Rosati P., Zamorani G., GMASS ultradeep spectroscopy of galaxies at $z \sim 2$. III. The emergence of the color bimodality at $z \sim 2$, *A&A*, 2008, vol. 483, p. L39
- Charlot S., Longhetti M., Nebular emission from star-forming galaxies, *MNRAS*, 2001, vol. 323, p. 887
- Cid Fernandes R., Asari N. V., Sodr e L., Stasińska G., Mateus A., Torres-Papaqui J. P., Schoenell W., Uncovering the chemical enrichment and mass-assembly histories of star-forming galaxies, *MNRAS*, 2007, vol. 375, p. L16
- Cid Fernandes R., González Delgado R. M., Schmitt H., Storchi-Bergmann T., Martins L. P., Pérez E., Heckman T., Leitherer C., Schaerer D., The Stellar Populations of Low-Luminosity Active Galactic Nuclei. I. Ground-based Observations, *ApJ*, 2004, vol. 605, p. 105
- Cid Fernandes R., Mateus A., Sodr e L., Stasińska G., Gomes J. M., Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method, *MNRAS*, 2005, vol. 358, p. 363
- Crampin J., Hoyle F., On the change with time of the integrated colour and luminosity of an M67-type star group, *MNRAS*, 1961, vol. 122, p. 27
- De Lucia G., Poggianti B. M., The Evolution of the Color-Magnitude Relation and of the Star Formation Activity in Galaxy Clusters since $z \sim 0.8$. In *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, vol. 399 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 2008, p. 314
- Djorgovski S., Davis M., Fundamental properties of elliptical galaxies, *ApJ*, 1987, vol. 313, p. 59
- Dressler A., Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies, *ApJ*, 1980, vol. 236, p. 351

- Dressler A., Lynden-Bell D., Burstein D., Davies R. L., Faber S. M., Terlevich R., Wegner G., Spectroscopy and photometry of elliptical galaxies. I - A new distance estimator, *ApJ*, 1987, vol. 313, p. 42
- Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed., *ApJ*, 1962, vol. 136, p. 748
- Ellis R. S., Smail I., Dressler A., Couch W. J., Oemler A. J., Butcher H., Sharples R. M., The Homogeneity of Spheroidal Populations in Distant Clusters, *ApJ*, 1997, vol. 483, p. 582
- Faber S. M., Variations in Spectral-Energy Distributions and Absorption-Line Strengths among Elliptical Galaxies, *ApJ*, 1973, vol. 179, p. 731
- Faber S. M., Trager S. C., Gonzalez J. J., Worthey G., The Stellar Ages of Elliptical Galaxies. In *Stellar Populations* , vol. 164 of IAU Symposium, 1995, p. 249
- Ferreras I., Charlot S., Silk J., The Age and Metallicity Range of Early-Type Galaxies in Clusters, *ApJ*, 1999, vol. 521, p. 81
- Fujita Y., Nagashima M., Effects of Ram Pressure from the Intracluster Medium on the Star Formation Rate of Disk Galaxies in Clusters of Galaxies, *ApJ*, 1999, vol. 516, p. 619
- Gladders M. D., Yee H. K. C., A New Method For Galaxy Cluster Detection. I. The Algorithm, *AJ*, 2000, vol. 120, p. 2148
- Gomes J. M., Síntese de populações estelares em galáxias na era das grandes bases de dados: métodos e aplicações, UFSC, 2003, Dissertação de Mestrado
- Gonzalez J. J., Faber S. M., Worthey G., Age and Metallicity of Elliptical Galaxies. In *Bulletin of the American Astronomical Society* , vol. 25 of Bulletin of the American Astronomical Society, 1993, p. 1355
- Graves G. J., Faber S. M., Schiavon R. P., Dissecting the Red Sequence. I. Star-Formation Histories of Quiescent Galaxies: The Color-Magnitude versus the Color- σ Relation, *ApJ*, 2009, vol. 693, p. 486

- Gunn J. E., Carr M., Rockosi C., Sekiguchi M., Berry K., et al. 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
- Gunn J. E., Siegmund W. A., Mannery E. J., Owen R. E., et al. The 2.5 m Telescope of the Sloan Digital Sky Survey, *AJ*, 2006, vol. 131, p. 2332
- Heavens A., Panter B., Jimenez R., Dunlop J., The star-formation history of the Universe from the stellar populations of nearby galaxies, *Nature*, 2004, vol. 428, p. 625
- Hogg D. W., Finkbeiner D. P., Schlegel D. J., Gunn J. E., A Photometricity and Extinction Monitor at the Apache Point Observatory, *AJ*, 2001, vol. 122, p. 2129
- Ivezić Ž., Lupton R. H., Schlegel D., Boroski B., et al. SDSS data management and photometric quality assessment, *Astronomische Nachrichten*, 2004, vol. 325, p. 583
- Jimenez R., Bernardi M., Haiman Z., Panter B., Heavens A. F., The Ages, Metallicities, and Star Formation Histories of Early-Type Galaxies in the SDSS, *ApJ*, 2007, vol. 669, p. 947
- Kauffmann G., Heckman T. M., White S. D. M., Charlot S., Tremonti C., Peng E. W., Seibert M., Brinkmann J., Nichol R. C., SubbaRao M., York D., The dependence of star formation history and internal structure on stellar mass for 10^5 low-redshift galaxies, *MNRAS*, 2003, vol. 341, p. 54
- Kauffmann G., White S. D. M., Heckman T. M., Ménard B., Brinchmann J., Charlot S., Tremonti C., Brinkmann J., The environmental dependence of the relations between stellar mass, structure, star formation and nuclear activity in galaxies, *MNRAS*, 2004, vol. 353, p. 713
- Kelson D. D., Illingworth G. D., Franx M., van Dokkum P. G., The Evolution of Balmer Absorption-Line Strengths in E/S0 Galaxies from $z=0$ to $z=0.83$, *ApJ*, 2001, vol. 552, p. L17

- Kodama T., Arimoto N., Origin of the colour-magnitude relation of elliptical galaxies., *A&A*, 1997, vol. 320, p. 41
- Kodama T., Arimoto N., Barger A. J., Arag'on-Salamanca A., Evolution of the colour-magnitude relation of early-type galaxies in distant clusters, *A&A*, 1998, vol. 334, p. 99
- Koleva M., Prugniel P., Ocvirk P., Le Borgne D., Soubiran C., Spectroscopic ages and metallicities of stellar populations: validation of full spectrum fitting, *MNRAS*, 2008, vol. 385, p. 1998
- Koyama Y., Kodama T., Tanaka M., Shimasaku K., Okamura S., Dependence of the build-up of the colour-magnitude relation on cluster richness at $z \sim 0.8$, *MNRAS*, 2007, vol. 382, p. 1719
- Kuntschner H., The stellar populations of early-type galaxies in the Fornax cluster, *MNRAS*, 2000, vol. 315, p. 184
- 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
- Lupton R., Gunn J. E., Ivezić Z., Knapp G. R., Kent S., The SDSS Imaging Pipelines. In *Astronomical Data Analysis Software and Systems X*, vol. 238 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 2001, p. 269
- Maraston C., Evolutionary synthesis of stellar population: a modular tool.. In *Stellar Ecology: Advances in Stellar Evolution*, , 1997, p. 332
- Maraston C., Evolutionary population synthesis: models, analysis of the ingredients and application to high- z galaxies, *MNRAS*, 2005, vol. 362, p. 799
- Martínez H. J., Muriel H., Groups of galaxies: relationship between environment and galaxy properties, *MNRAS*, 2006, vol. 370, p. 1003
- Mateus A., Sodr e L., Cid Fernandes R., Stasińska G., Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - IV. A nature via nurture scenario for galaxy evolution, *MNRAS*, 2007, vol. 374, p. 1457

- 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
- Mei S., Holden B. P., Blakeslee J. P., Ford H. C., Franx M., Homeier N. L., Illingworth G. D., Jee M. J., Overzier R., Postman M., Rosati P., Van der Wel A., Bartlett J. G., Evolution of the Color-Magnitude Relation in Galaxy Clusters at $z \sim 1$ from the ACS Intermediate Redshift Cluster Survey, *ApJ*, 2009, vol. 690, p. 42
- Miller C. J., Nichol R. C., Reichart D., Wechsler R. H., Evrard A. E., Annis J., McKay T. A., Bahcall N. A., Bernardi M., Boehringer H., Connolly A. J., Goto T., Kniazev A., Lamb D., Postman M., Schneider D. P., Sheth R. K., Voges W., The C4 Clustering Algorithm: Clusters of Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey, *AJ*, 2005, vol. 130, p. 968
- O'Connell R. W., Galaxy spectral synthesis. I - Stellar populations in the nuclei of giant ellipticals, *ApJ*, 1976, vol. 206, p. 370
- O'Connell R. W., Galaxy spectral synthesis. II - M32 and the ages of galaxies, *ApJ*, 1980, vol. 236, p. 430
- Panter B., Heavens A. F., Jimenez R., The mass function of the stellar component of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey, *MNRAS*, 2004, vol. 355, p. 764
- Peacock J. A., *Cosmological Physics*, 1999
- Petrosian V., Surface brightness and evolution of galaxies, *ApJ*, 1976, vol. 209, p. L1
- Pier J. R., Munn J. A., Hindsley R. B., Hennessy G. S., Kent S. M., Lupton R. H., Ivezić Ž., Astrometric Calibration of the Sloan Digital Sky Survey, *AJ*, 2003, vol. 125, p. 1559
- Poggianti B. M., Bridges T. J., Carter D., Mobasher B., Doi M., Iye M., Kashikawa N., Komiyama Y., Okamura S., Sekiguchi M., Shimasaku K., Yagi M., Yasuda N., Ages of S0 and Elliptical Galaxies in the Coma Cluster, *ApJ*, 2001, vol. 563, p. 118
- Poggianti B. M., Fasano G., Bettoni D., Cava A., Dressler A., Vanzella E., Varela J., Couch W. J., D'Onofrio M., Fritz J., Kjaergaard P., Moles M., Valentinuzzi T., The evolution of spiral, S0 and elliptical galaxies in clusters, *ArXiv e-prints*, 2009

- Poggianti B. M., von der Linden A., De Lucia G., Desai V., et al. The Evolution of the Star Formation Activity in Galaxies and Its Dependence on Environment, *ApJ*, 2006, vol. 642, p. 188
- Press W. H., Teukolsky S. A., Teukolsky W. T., Teukolsky B. P., Numerical Recipes: The art of Scientific Computing. Third Edition. New York: Cambridge University Press, 2007
- Renzini A., Energetics of stellar populations., *Annales de Physique*, 1981, vol. 6, p. 87
- Richards J. W., Freeman P. E., Lee A. B., Schafer C. M., Accurate parameter estimation for star formation history in galaxies using SDSS spectra, *ArXiv e-prints*, 2009
- Roche N., Bernardi M., Hyde J., Spectral-based k-corrections and implications for the colour-magnitude relation of E/S0s and its evolution, *ArXiv e-prints*, 2009
- Romeo A. D., Napolitano N. R., Covone G., Sommer-Larsen J., Antonuccio-Delogu V., Capaccioli M., The evolution of the galaxy red sequence in simulated clusters and groups, *MNRAS*, 2008, vol. 389, p. 13
- Sánchez-Blázquez P., Gorgas J., Cardiel N., González J. J., Stellar populations of early-type galaxies in different environments. I. Line-strength indices. Relations of line-strengths with σ , *A&A*, 2006, vol. 457, p. 787
- Sanchez-Blazquez P., Jablonka P., Noll S., Poggianti B. M., et al. Evolution of Cluster Red-Sequence Galaxies from redshift 0.8 to 0.4: ages, metallicities and morphologies, *ArXiv e-prints*, 2009
- Sandage A., Visvanathan N., Color-absolute magnitude relation for E and S0 galaxies. III - Fully corrected photometry for 405 galaxies: Comparison of color distributions for E and S0 field and cluster galaxies, *ApJ*, 1978, vol. 225, p. 742
- Schiavon R. P., Population Synthesis in the Blue. IV. Accurate Model Predictions for Lick Indices and UBV Colors in Single Stellar Populations, *ApJS*, 2007, vol. 171, p. 146
- 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

- Shapley H., Ames A., A Study of a Cluster of Bright Spiral Nebulae., Harvard College Observatory Circular, 1926, vol. 294, p. 1
- Skelton R. E., Bell E. F., Somerville R. S., The Effect of Dry Mergers on the Color-Magnitude Relation, ArXiv e-prints, 2009
- Smith J. A., Tucker D. L., Kent S., Richmond M. W., Fukugita M., et al. The u'g'r'i'z' Standard-Star System, AJ, 2002, vol. 123, p. 2121
- Spitzer L. J., Baade W., Stellar Populations and Collisions of Galaxies., ApJ, 1951, vol. 113, p. 413
- Stanford S. A., Eisenhardt P. R., Dickinson M., The Evolution of Early-Type Galaxies in Distant Clusters, ApJ, 1998, vol. 492, p. 461
- Stoughton C., Adelman J., Annis J. T., Hendry J., et al. Data Processing Factory for the Sloan Digital Sky Survey. In Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series , vol. 4836 of Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference, 2002, p. 339
- Strateva I., Ivezić Ž., Knapp G. R., Narayanan V. K., Strauss M. A., Gunn J. E., Lupton R. H., Schlegel D., Bahcall N. A., et al. Color Separation of Galaxy Types in the Sloan Digital Sky Survey Imaging Data, AJ, 2001, vol. 122, p. 1861
- Terlevich A. I., Kuntschner H., Bower R. G., Caldwell N., Sharples R. M., Colour-magnitude relations and spectral line strengths in the Coma cluster, MNRAS, 1999, vol. 310, p. 445
- Thomas D., Maraston C., Bender R., Stellar population models of Lick indices with variable element abundance ratios, MNRAS, 2003, vol. 339, p. 897
- Thomas D., Maraston C., Bender R., Mendes de Oliveira C., The Epochs of Early-Type Galaxy Formation as a Function of Environment, ApJ, 2005, vol. 621, p. 673
- Tinsley B. M., Stellar Evolution in Elliptical Galaxies, ApJ, 1972, vol. 178, p. 319
- Tinsley B. M., Evolutionary synthesis of the stellar population in elliptical galaxies. II - Late M giants and composition effects, ApJ, 1978, vol. 222, p. 14

- Tinsley B. M., Gunn J. E., Evolutionary synthesis of the stellar population in elliptical galaxies. I - Ingredients, broad-band colors, and infrared features, *ApJ*, 1976, vol. 203, p. 52
- Trager S. C., Faber S. M., Worthey G., González J. J., The Stellar Population Histories of Local Early-Type Galaxies. I. Population Parameters, *AJ*, 2000, vol. 119, p. 1645
- Treu T., Koopmans L. V., Bolton A. S., Burles S., Moustakas L. A., The Sloan Lens ACS Survey. II. Stellar Populations and Internal Structure of Early-Type Lens Galaxies, *ApJ*, 2006, vol. 640, p. 662
- Tucker D. L., Kent S., Richmond M. W., Annis J., et al. The Sloan Digital Sky Survey monitor telescope pipeline, *Astronomische Nachrichten*, 2006, vol. 327, p. 821
- van Dokkum P. G., Franx M., Morphological Evolution and the Ages of Early-Type Galaxies in Clusters, *ApJ*, 2001, vol. 553, p. 90
- van Dokkum P. G., Franx M., Fabricant D., Illingworth G. D., Kelson D. D., Hubble Space Telescope Photometry and Keck Spectroscopy of the Rich Cluster MS 1054-03: Morphologies, Butcher-Oemler Effect, and the Color-Magnitude Relation at $Z = 0.83$, *ApJ*, 2000, vol. 541, p. 95
- Visvanathan N., Sandage A., The color-absolute magnitude relation for E and S0 galaxies. I - Calibration and tests for universality using Virgo and eight other nearby clusters, *ApJ*, 1977, vol. 216, p. 214
- Vollmer B., Cayatte V., Balkowski C., Duschl W. J., Ram Pressure Stripping and Galaxy Orbits: The Case of the Virgo Cluster, *ApJ*, 2001, vol. 561, p. 708
- Wen Z. L., Han J. L., Liu F. S., Galaxy clusters identified from the SDSS DR6 and their properties, *ArXiv e-prints*, 2009
- Whitmore B. C., Gilmore D. M., Jones C., What determines the morphological fractions in clusters of galaxies?, *ApJ*, 1993, vol. 407, p. 489
- Wild V., Peacock J. A., Lahav O., Conway E., Maddox S., Baldry I. K., et al. The 2dF Galaxy Redshift Survey: stochastic relative biasing between galaxy populations, *MNRAS*, 2005, vol. 356, p. 247

-
- Worthey G., Comprehensive stellar population models and the disentanglement of age and metallicity effects, *ApJS*, 1994, vol. 95, p. 107
- Yasuda N., Fukugita M., Narayanan V. K., Lupton R. H., et al. Galaxy Number Counts from the Sloan Digital Sky Survey Commissioning Data, *AJ*, 2001, vol. 122, p. 1104
- York D. G., Adelman J., Anderson Jr. J. E., et al. The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary, *AJ*, 2000, vol. 120, p. 1579
- Ziegler B. L., Bower R. G., Smail I., Davies R. L., Lee D., The early-type galaxy population in Abell 2218, *MNRAS*, 2001, vol. 325, p. 1571
- Zwicky F., On the Masses of Nebulae and of Clusters of Nebulae, *ApJ*, 1937, vol. 86, p. 217