



**SENAI CIMATEC**

**PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM MODELAGEM  
COMPUTACIONAL E TECNOLOGIA INDUSTRIAL**

**Mestrado em Modelagem Computacional e Tecnologia Industrial**

**Dissertação de mestrado**

**Estudo da Função de Luminosidade de Galáxias**

Apresentada por: Marckelson Santana da Silva

Orientador: Rodney Nascimento Guimarães

Novembro de 2013

Marckelson Santana da Silva

## **Estudo da Função de Luminosidade de Galáxias**

Dissertação de mestrado apresentada ao Programa de Pós-graduação em Modelagem Computacional e Tecnologia Industrial, Curso de Mestrado em Modelagem Computacional e Tecnologia Industrial do SENAI CIMATEC, como requisito parcial para a obtenção do título de **Mestre em Modelagem Computacional e Tecnologia Industrial**.

Área de conhecimento: Sistemas de Complexos

Orientador: Rodney Nascimento Guimarães  
*SENAI CIMATEC*

Salvador

SENAI CIMATEC

2013

---

## Nota sobre o estilo do PPGMCTI

---

Esta dissertação de mestrado foi elaborada considerando as normas de estilo (i.e. estéticas e estruturais) propostas aprovadas pelo colegiado do Programa de Pós-graduação em Modelagem Computacional e Tecnologia Industrial e estão disponíveis em formato eletrônico (*download* na Página Web [http://ead.fieb.org.br/portal\\_faculdades/dissertacoes-e-teses-mcti.html](http://ead.fieb.org.br/portal_faculdades/dissertacoes-e-teses-mcti.html) ou solicitação via e-mail à secretaria do programa) e em formato impresso somente para consulta.

Ressalta-se que o formato proposto considera diversos itens das normas da Associação Brasileira de Normas Técnicas (ABNT), entretanto opta-se, em alguns aspectos, seguir um estilo próprio elaborado e amadurecido pelos professores do programa de pós-graduação supracitado.

# SENAI CIMATEC

Programa de Pós-graduação em Modelagem Computacional e Tecnologia Industrial

Mestrado em Modelagem Computacional e Tecnologia Industrial

A Banca Examinadora, constituída pelos professores abaixo listados, leram e recomendam a aprovação [com distinção] da Dissertação de mestrado, intitulada “Estudo da Função de Luminosidade de Galáxias”, apresentada no dia 08 de Novembro de 2013, como requisito parcial para a obtenção do título de **Mestre em Modelagem Computacional e Tecnologia Industrial**.

Orientador:

---

Prof. Dr. Rodney Nascimento Guimarães  
SENAI CIMATEC

Membro externo da Banca:

---

Prof. Dr. José Ademir Sales de Lima  
USP - Instituto de Astronomia e Geociências

Membro interno da Banca:

---

Prof. Dr. Marelo Albano Moret Simões Gonçalves  
SENAI CIMATEC

Membro interno da Banca:

---

Prof. Dr. Gilney Figueira Zebende  
SENAI CIMATEC

Dedico este trabalho a ...

---

## Agradecimentos

---

Agradeço a todos que de alguma forma ajudaram e contribuíram para a realização deste trabalho, em especial familiares e amigos.

Grato ao professor Rodney pela paciência e orientações que não se limitam só ao mestrado, mas também a escolhas que venham somar na minha vida acadêmica e ao professor Ademir por sua recepção na USP, atenção e orientações que foram fundamentais na construção dessa dissertação.

Meus agradecimentos a FAPESB, órgão que me deu recursos para a realização deste projeto.

Salvador, Brasil  
27 de Novembro de 2013

Marckelson Santana da Silva

---

## Resumo

---

A dissertação aqui apresentada se trata de um *Review*, onde propomos um estudo geral sobre a função de luminosidade de galáxias. Um trabalho deste tipo foi realizado primeiramente por [Binggeli, Sandage e Tammann \(1988\)](#), que apresentaram uma larga discussão sobre esta ferramenta destacando sua utilidade, importância, métodos e seu comportamento de acordo com o ambiente ou a morfologia da galáxia. Neste mesmo contexto procuramos destacar na construção deste *Review*, as publicações que originaram as discussões sobre a função de luminosidade seguindo uma ordem cronológica para cada mudança que ocorreu em sua determinação e sua forma, dando destaque também para as publicações atuais, que apresentam a forma e o comportamento da função de luminosidade de acordo com a morfologia, cor e ambiente. Dentre os modelos propostos ao longo da história da função de luminosidade, a expressão analítica mais aceita para descrever a sua forma foi proposta por [Schechter \(1976\)](#), onde a função oferecia ajuste para os dois lados da função; o lado das galáxias brilhantes (*bright end*) e o lado das galáxias fracas (*faint end*) com um parâmetro que indica a inclinação deste lado fraco ( $\alpha$ ) e outro que indica a mudança de comportamento da função entre os dois lados definido como magnitude característica ( $M^*$ ). Embora o modelo proposto seja largamente usado, ele não é perfeito e alguns pesquisadores modificam a expressão introduzindo novos parâmetros para melhorar seus ajustes aos dados levantados por eles. Com a finalidade de apresentar um novo modelo de ajuste para a função de luminosidade, [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#) propõem em trabalhos distintos a nova expressão analítica só com lei de potência para descrever os dois lados da função de luminosidade com um novo parâmetro adimensional ( $\eta$ ) usado para melhorar o ajuste no *bright end*. Além da melhor expressão analítica para representar a forma, também se buscava a confirmação de um modelo universal para a função de luminosidade, ou seja, um modelo que contemplasse o ajuste de todas as características, como tipos morfológicos, cor, distribuição espectral, etc., contudo, [Binggeli, Sandage e Tammann \(1988\)](#) já afirmavam em seu trabalho que a função de luminosidade apresentava dependências e, portanto, tinha formas diferentes. Dentre as mais discutidas na literatura estão a dependência na morfologia (Elípticas, Lenticulares e Espirais) e na cor das galáxias, no ambiente (galáxias de campo, aglomerados de galáxias e galáxias de campo) e no *redshift*.

---

Neste *Review* é apresentada uma avaliação da nova expressão analítica proposta, a fim de observar seu comportamento e comparar os nossos resultados com aqueles que foram obtidos com a função de [Schechter \(1976\)](#) nas literaturas consultadas. A função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#) não foi aplicada de maneira ampla em relação a todas as dependências da função de luminosidade, devido a disponibilidade de dados públicos, dessa forma, observamos que a nova expressão analítica não oferece um ajuste à função de luminosidade que se mostre diferente do comportamento descrito pela função de [Schechter \(1976\)](#), onde o parâmetro adimensional  $\eta$  apresenta valores aproximadamente iguais a 1, valor este que recupera o mesmo comportamento da função de [Schechter \(1976\)](#).

---

## Abstract

---

The dissertation that we present here is a Review, where we propose a general study of the galaxies luminosity function. One such work was done primarily by [Binggeli, Sandage e Tammann \(1988\)](#), which had a large discussion about this tool highlighting its usefulness, importance, methods and their behavior according to the environment or the morphology of the galaxy. In this same context we seek to highlight the construction of this Review, the publications that originated the discussions about the luminosity function following a chronological order for each change occurred in their determination and their form, highlighting also for current publications, showing the shape and behavior of the luminosity function according to morphology, color and environment. Among the models proposed over the history of the luminosity function, the analytic expression to describe the most accepted form was proposed by [Schechter \(1976\)](#), where the function offered to adjust the function of the two sides, the side of bright galaxies (bright end) and the side of faint galaxies (faint end) with a parameter indicating the faint end slope ( $\alpha$ ) and another that indicates the change in behavior of function between the two sides defined as characteristic magnitude ( $M^*$ ). Although the proposed model is widely used, he is not perfect and some researchers modify the expression by introducing new parameters for best fits to the data collected by them. With the purpose to present a new fitting model for the function of luminosity, [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) and [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#) propose different jobs in the new analytic expression only with power law to describe the two sides of the luminosity function with a new dimensionless parameter ( $\eta$ ) used to better fit the bright end. Besides better analytic expression to represent the shape, is also sought confirmation of a universal model for the luminosity function, i.e., a model that considered the adjustment of all features such as morphological types, color, spectral distribution, etc., however, [Binggeli, Sandage e Tammann \(1988\)](#) has stated in his work that the luminosity function presented dependencies and therefore had different shapes. Among the most discussed in the literature are the dependence on morphology (ellipticals, spirals and lenticular) and the color of galaxies, the environment (field galaxies, clusters of galaxies and groups of galaxies) and redshift.

---

In this Review we present an evaluation of the proposal new analytic expression to observe his behavior and compare our results with those that were obtained with the [Schechter \(1976\)](#) function found in the literature. The function of [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) and [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#) was not applied broadly in relation to all dependencies of the luminosity function due to the availability of public data, thereby, we observe that the new analytical expression does not provide a fit to the luminosity function which show different behavior described by [Schechter \(1976\)](#) function, where the dimensionless parameter  $\eta$  has values approximately equal to 1, a value that recover the same behavior as [Schechter \(1976\)](#) function.

---

# Sumário

---

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>1</b>
1.1	Definição do problema . . . . .	2
1.2	Objetivos . . . . .	2
1.2.1	Geral . . . . .	2
1.2.2	Específicos . . . . .	2
1.3	Justificativa . . . . .	3
1.4	Hipótese . . . . .	3
1.5	Aspectos metodológicos . . . . .	3
1.6	Organização da Dissertação de mestrado . . . . .	3
<b>2</b>	<b>Galáxias</b>	<b>5</b>
2.1	Introdução . . . . .	5
2.2	Morfologia das Galáxias . . . . .	11
2.2.1	Galáxias Elípticas . . . . .	12
2.2.2	Galáxias Lenticulares . . . . .	14
2.2.3	Galáxias Espirais . . . . .	17
2.2.4	Galáxias Irregulares . . . . .	21
2.3	Cor das Galáxias . . . . .	22
2.4	Distribuição das Galáxias no Espaço . . . . .	25
<b>3</b>	<b>Função de Luminosidade</b>	<b>27</b>
3.1	Introdução . . . . .	27
3.2	Definição . . . . .	31
3.3	Função de Schechter . . . . .	32
3.4	Função de Schechter com dupla lei de potência . . . . .	37
3.5	Função de <a href="#">Alcaniz e Lima (2004)</a> . . . . .	38
3.6	Evolução da Função de Luminosidade de Galáxias com o <i>Redshift</i> . . . . .	39
3.7	Dependência da Função de Luminosidade de Galáxias na cor e morfologia .	41
3.8	Dependência da Função de Luminosidade de Galáxias em relação ao ambiente	43
<b>4</b>	<b>Métodos para determinar a Função de Luminosidade</b>	<b>47</b>

4.1	Método Clássico . . . . .	47
4.2	Método do Máximo Volume . . . . .	48
4.3	Método da Máxima Probabilidade . . . . .	50
4.4	Método da Máxima Probabilidade Passo a Passo . . . . .	52
4.5	Método de Choloniewski . . . . .	54
4.6	Método $C^-$ . . . . .	58
4.7	Normalização da Função de Luminosidade . . . . .	61
<b>5</b>	<b>Seleção das amostras e análise dos resultados</b>	<b>65</b>
5.1	Função de luminosidade de galáxias e a evolução com <i>redshift</i> . . . . .	65
5.1.1	Lin et al. (1999) . . . . .	65
5.1.2	Blanton et al. (2003a) . . . . .	68
5.2	Função de luminosidade de galáxias com dependência na cor e morfologia . . . . .	73
5.2.1	Marzke et al. (1998) . . . . .	73
5.2.2	Blanton et al. (2001) . . . . .	75
5.2.3	Cuesta-Bolao e Serna (2003) . . . . .	77
5.2.4	Baldry et al. (2004) . . . . .	80
5.2.5	Devereux et al. (2009) . . . . .	83
5.3	Função de luminosidade de galáxias e sua dependência no ambiente . . . . .	85
5.3.1	De Propriis et al. (2003) . . . . .	85
5.3.2	González et al. (2006) . . . . .	90
5.3.3	Bai et al. (2009) . . . . .	92
5.4	Função de Luminosidade de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolín et al. (2011) . . . . .	96
5.5	Resultados com a função de luminosidade de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolín et al. (2011) . . . . .	98
5.5.1	Loveday et al. (1992) . . . . .	98
5.5.2	Blanton et al. (2003a) . . . . .	101
5.5.3	Baldry et al. (2004) . . . . .	103
5.5.4	Blanton et al. (2005) . . . . .	107
<b>6</b>	<b>Considerações finais</b>	<b>111</b>
6.1	Conclusões . . . . .	112
6.2	Contribuições . . . . .	114
6.3	Atividades Futuras de Pesquisa . . . . .	114

---

<b>A Cosmologia</b>	<b>115</b>
<b>Referências</b>	<b>120</b>

---

## Lista de Tabelas

---

- 5.1 Parâmetros obtidos da função de luminosidade com evolução na banda B e evolução da densidade de luminosidade  $\rho_L$  para cada tipo de galáxia medida em  $10^{20}hWHz^{-1}Mpc^{-1}$ . Todos os resultados foram obtidos com a função de [Schechter \(1976\)](#). . . . . 67
- 5.2 Dados de seleção limite estabelecidos no levantamento das galáxias do SDSS em cada banda. Todos os resultados seguem o modelo cosmológico de Friedmann-Robertson-Walker com densidade de matéria  $\Omega_0 = 0.3$ , pressão do vácuo  $\Omega_\Lambda = 0.7$  e a constante de Hubble  $H_0 = 100hkm s^{-1}Mpc^{-1}$  com  $h = 1$ . . . . . 71
- 5.3 Resultados do ajuste da Função de Schechter. . . . . 72
- 5.4 Tabela com resultados obtidos da densidade de luminosidade ( $j$ ) e os parâmetros de evolução ( $Q$  e  $P$ ) seguido da variável  $f_{np}$  que é a fração da densidade de luminosidade que contribuiu para o ajuste não paramétrico. . . . . 72
- 5.5 Parâmetros da função de Schechter obtidos a partir do ajuste. . . . . 75
- 5.6 Melhores valores obtidos a partir do ajuste da função de Schechter. . . . . 78
- 5.7 Valores dos parâmetros obtidos no ajuste com a função de Schechter. A distribuição  $\phi_r$  simboliza as galáxias vermelhas, onde se obteve um bom ajuste. A distribuição  $\phi_b$  simboliza as galáxias azuis que apresentam dois resultados; um relacionado ao uso da função de Schechter e outro com a dupla função de Schechter que apresentou melhor ajuste que a função padrão. A densidade de luminosidade é dada em magnitude absoluta por  $Mpc^3$  e a percentagem entre parênteses é a fração relativa a densidade de luminosidade total na banda r. . . . . 82
- 5.8 Parâmetros da função de Schechter obtidos a partir do ajuste da função de luminosidade na banda K. . . . . 83
- 5.9 Resultados dos ajustes realizados em uma ampla gama de propriedades de aglomerados usando a função de Schechter. Logo abaixo são apresentados os resultados obtidos por [Madgwick et al. \(2002\)](#) na investigação da função de luminosidade para galáxias de campo. . . . . 90
- 5.10 Resultados do ajuste realizado por [González et al. \(2006\)](#) para a função de luminosidade na banda r total usando duas funções de Schechter separadas e resultados obtidos por [Popesso et al. \(2005a\)](#) usando duas funções de Schechter separadas e a dupla função de Schechter no estudo de aglomerados de galáxias no raio X e na banda r e, [Blanton et al. \(2005\)](#) no estudo de galáxias de campo no óptico e na banda r. . . . . 92
- 5.11 Parâmetros da função de Schechter obtidos a partir do ajuste da função de luminosidade na banda  $b_j$  ([Loveday et al., 1992](#)).  $N_g$  corresponde ao número de galáxias usadas em cada amostra. . . . . 97

- 5.12 Parâmetros da função de Schechter obtidos a partir do ajuste da função de luminosidade na banda  $b_j$ . Os três primeiros representam aqueles obtidos por [Loveday et al. \(1992\)](#), os três seguintes representam o nosso resultado, ambos usando a função de Schechter e os três últimos foram obtidos por meio do ajuste da nova expressão analítica de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#). A última coluna mostra os valores do  $\chi^2$  reduzido obtidos nos ajustes realizados para cada classe de galáxias. . . . 98
- 5.13 Parâmetros da função de Schechter obtidos a partir do ajuste da função de luminosidade nas bandas u, g, r, i e z. As quatro primeiras bandas listadas fornecem os parâmetros obtidos por meio do melhor ajuste com a função de Schechter, em seguida estão listados os parâmetros obtidos por meio do melhor ajuste com a nova expressão analítica. A última coluna mostra os valores do  $\chi^2$  reduzido obtidos nos ajustes realizados em cada banda. . . . 103
- 5.14 Parâmetros da função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#) obtidos a partir do ajuste da função de luminosidade de galáxias azuis e vermelhas. Os primeiros valores listados para as galáxias azuis, bem como para as galáxias vermelhas, mostram os melhores resultados obtidos ao usar a função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#), enquanto a segunda lista de valores para as galáxias azuis mostram os melhores resultados obtidos ao usar a dupla função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#). A última coluna mostra os valores do  $\chi^2$  reduzido obtidos nos ajustes realizados para cada tipo de galáxia. . . . . 105
- 5.15 Crit3rios adotados para estudo da função de Luminosidade de galáxias de campo por [Blanton et al. \(2005\)](#). A primeira coluna mostra as bandas usadas na investigação, a segunda coluna, o brilho superficial à meia luz da banda  $r$  e, a terceira coluna mostra o limite de magnitude aparente usado em cada banda. . . . . 107
- 5.16 Resultado dos parâmetros da função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#) e Schechter, respectivamente. A última coluna mostra os valores do  $\chi^2$  reduzido obtidos nos ajustes realizados em cada banda. 110

---

## Lista de Figuras

---

- 2.1 Visão da Via Láctea e sua estrutura: Bojo central (*Central bulge*), Núcleo galáctico (*Galactic nucleus*), Disco (*Disk*), Aglomerados globulares (*Globular clusters*) e Halo de estrelas (*Halo*) e  $1kpc \cong 3.09 \times 10^{19}$  m. Imagem: <http://www.ualberta.ca>. . . . . 5
- 2.2 O sistema modificado de classificação de galáxias com a inserção das galáxias lenticulares (S0) e as lenticulares barradas (SB0) proposto por Hubble (1936). Na sequência aparecem as elípticas (En) em ordem crescente de elipsidade, as lenticulares (S0) ou lenticulares barradas (SB0), as espirais normais (Sa-Sb-Sc) na ordem que diminuem o bojo e aumentam a abertura dos braços, as espirais barradas (SBa-SBb-SBc) na ordem que diminuem o bojo e aumentam a abertura dos braços e as galáxias irregulares. Imagem: <http://astronomy.swin.edu.au>. . . . . 7
- 2.3 Volume de classificação do sistema de de Vaucouleurs (1959), uma revisão e extensão do sistema de classificação de Hubble (1936). Na figura acima a representação do volume de classificação e na figura de baixo um recorte da seção transversal do diagrama. O diagrama tridimensional demonstra os tipos de galáxias no eixo principal que vai de E até Im, a família com a presença ou ausência de barras nos pontos inferior e superior respectivamente e a variedade que representa a presença ou ausência de anéis internos a esquerda e a direita da seção do diagrama na figura de baixo respectivamente. Imagem: <http://ned.ipac.caltech.edu>, <http://bama.ua.edu>. . . . . 9
- 2.4 Exemplos de variações da forma de galáxias elípticas.(a) Galáxia elíptica M49 do tipo E1 com uma aparência aproximadamente circular. (b) Galáxia elíptica M84 do tipo E3 com uma aparência um pouco mais alongada. Imagem: <http://www.pas.rochester.edu>. . . . . 12
- 2.5 Exemplos das mais variadas fases de transição das galáxias lenticulares, espirais e irregulares ao longo da sequência de de Vaucouleurs (Buta, 2013). 16
- 2.6 Exemplos de galáxias espirais Magelânicas barradas, da esquerda para a direita estão as galáxias NGC4618 do tipo SB(rs)m e NGC4027 do tipo SB(s)dm. Fonte: <http://cseligman.com>. . . . . 19
- 2.7 Exemplos de galáxias espirais barradas, da esquerda para a direita estão as galáxias *grand design* M81, floculenta NGC7793 e a intermediária NGC6946 logo abaixo. Fonte: <http://apod.nasa.gov>. . . . . 20
- 2.8 A primeira galáxia (da esquerda para a direita) é classificada como uma irregular anã do tipo IB(s)m e de referência IC1613, enquanto a segunda galáxia irregular é a Pequena Nuvem de Magalhães de referência NGC292. Fonte: <http://cseligman.com>. . . . . 21
- 2.9 Galáxias irregulares (da esquerda para a direita) NGC5253 e NGC1705. Fontes: [www.astrosurf.com](http://www.astrosurf.com)/ [apod.nasa.gov](http://apod.nasa.gov). . . . . 22

2.10	Diagrama de Hertzsprung-Russel representando a distribuição de estrelas onde relaciona a luminosidade em unidades solares (eixo vertical) com a temperatura em Kelvin ou classe espectral [O,B,A,F,G,K,M] (eixo horizontal). A maioria das estrelas se encontram em uma linha diagonal quase reta que vai desde as fracas e vermelhas até as brilhantes e azuis. Nesta região as estrelas geram luz e calor proveniente da queima de hidrogênio em hélio através da fusão nuclear em seu núcleo. Fonte: <a href="http://www.universetoday.com">http://www.universetoday.com</a> . . . . .	24
3.1	Função de Luminosidade apresentada por <a href="#">Hubble e Humason (1931)</a> . Os círculos vazios representam a distribuição de frequência de magnitudes fotográficas absolutas entre as nebulosas extragalácticas derivadas dos aglomerados e os círculos pretos representam a distribuição de frequência de magnitudes fotográficas absolutas de nebulosas isoladas. . . . .	28
3.2	Curvas que apresentam a relação entre frequência e distribuição das diferenças observadas entre as magnitudes aparentes das nebulosas e suas estrelas brilhantes. Segundo gráfico: Dados corrigidos para tipos de nebulosas e para conteúdos estelares das nebulosas ( <a href="#">Hubble, 1936a</a> ). . . . .	29
3.3	Curva da função de luminosidade apresentada por <a href="#">Zwicky (1957)</a> , onde o eixo da abcissa representa os valores de magnitude absoluta, $M_p$ e o eixo das ordenadas representa o número de galáxias por intervalo de 1.5 mag. . . . .	30
3.4	Exemplo do perfil da curva da função de luminosidade de <a href="#">Schechter (1976)</a> demonstrando a variação do parâmetro $\alpha$ . . . . .	34
3.5	Função de Luminosidade para galáxias de campo (superior) e o aglomerado de Virgem (inferior) para diferentes tipos morfológicos de galáxias. A função de luminosidade destacada pelo nome total representa a soma da distribuição de luminosidade das funções individuais de todos os tipos de galáxias ( <a href="#">Binggeli; Sandage; Tammann, 1988</a> ). . . . .	36
4.1	Descrição esquemática do método de <a href="#">Choloniewski (1986)</a> num plano bidimensional por <a href="#">Takeuchi, Yoshikawa e Ishii (2000)</a> . . . . .	56
4.2	Descrição esquemática do método de <a href="#">Lynden-Bell (1971)</a> num plano bidimensional por <a href="#">Takeuchi, Yoshikawa e Ishii (2000)</a> . . . . .	59
5.1	Função de luminosidade na banda B para as galáxias <i>early-type</i> , <i>intermediate-type</i> e <i>late-type</i> do CNOC2 (da esquerda para a direita) separadas em três intervalos de redshift que aumenta de cima para baixo. Os dados obtidos adotaram $H_0 = 100 h k m s^{-1} M p c^{-1}$ , $h = 1$ e o parâmetro de desaceleração $q_0 = 0.5$ . . . . .	66

- 5.2 Resultado dos ajustes da função de luminosidade nas bandas  $^{0.1}r$ ,  $^{0.1}u$  e  $^{0.1}g$ . Para cada gráfico temos; as linhas sólidas e pretas que representam os ajustes da função de luminosidade; as linhas sólidas finas e cinzas que representam as Gaussianas individuais que somam para formar a função de luminosidade total; a região cinza que aparece na mesma região da linha sólida e preta representa  $1\sigma$  de erro em volta da linha e a linha tracejada representa o melhor ajuste usando a função de Schechter. Em cada imagem também aparece os resultados obtidos para cada banda, como a densidade de luminosidade ( $j$ ), a magnitude característica ( $M^*$ ), a inclinação do *faint end* ( $\alpha$ ) e os parâmetros de evolução ( $P$  e  $Q$ ). . . . . 69
- 5.3 Resultado dos ajustes da função de luminosidade nas bandas  $^{0.1}i$  e  $^{0.1}z$ . Para cada gráfico temos; as linhas sólidas e pretas que representam os ajustes da função de luminosidade; as linhas sólidas finas e cinzas que representam as Gaussianas individuais que somam para formar a função de luminosidade total; a região cinza que aparece na mesma região da linha sólida e preta representa  $1\sigma$  de erro em volta da linha e a linha tracejada representa o melhor ajuste usando a função de Schechter. Em cada imagem também aparece os resultados obtidos para cada banda, como a densidade de luminosidade ( $j$ ), a magnitude característica ( $M^*$ ), a inclinação do *faint end* ( $\alpha$ ) e os parâmetros de evolução ( $P$  e  $Q$ ). . . . . 70
- 5.4 Gráfico com a função de luminosidade de cada classe de galáxia destacando sua dependência na morfologia. A linha tracejada representa a função de luminosidade para todas as galáxias obtida pelo método de [Efstathiou, Ellis e Peterson \(1988\)](#) ( discutido na seção 4.4). . . . . 73
- 5.5 Comparação dos resultados obtidos no SSRS2 ([Marzke et al., 1998](#)) (linha sólida e quadrados abertos) com os resultados obtidos no *CfA Redshift Survey* ([Marzke; Huchra; Geller, 1994](#)) (linhas tracejadas) e no *Stromlo-APM* ([Loveday et al., 1992](#)) (linhas pontilhadas). . . . . 74
- 5.6 (a): Função de luminosidade em intervalos de cor intrínseca  $g^* - r^*$ , em unidades de galáxias por  $h^{-3}Mpc^3$  por unidade de magnitude. Cada curva é identificada por uma cor que marca as galáxias que vão desde muito vermelhas até muito azuis. (b): Distribuição de cor intrínseca  $g^* - r^*$  para milhares de valores de luminosidade na banda  $r^*$ , em unidades de galáxias por  $h^{-3}Mpc^3$  por unidade de cor. Cada curva é identificada por uma cor que marca as galáxias que vão desde menos luminosas até as mais luminosas. 76
- 5.7 (a): Função de luminosidade para todas as galáxias da amostra, onde os dados observacionais são representados por círculos pretos, enquanto os quadrados vazios indicam as galáxias E + S0 e os círculos vazios indicam as galáxias S + I. Figura (b): Função de luminosidade para as galáxias E + S0, com os dados observacionais representados por círculos pretos enquanto as S0 são representadas por círculos vazios e as E por quadrados vazios. Todos os dados observacionais foram obtidos com  $1\sigma$  de erro e o melhor ajuste com a função de Schechter é representado respectivamente por linhas sólida, tracejada e pontilhada em cada um dos gráficos. . . . . 79

- 5.8 Ajustes da função de luminosidade, com os dados observacionais para todas as espirais sendo representadas por círculos pretos, as Sa + Sab por círculos vazios, as Sb + Sbc por quadrados vazios, as Sc + Scd por triângulos vazios e Sd + I por losangos vazios. Todos obtidos com  $1\sigma$  de erro e o melhor ajuste com a função de Schechter é representado respectivamente pelas linhas sólida, tracejadas e pontilhadas em cada um dos gráficos . . . . . 80
- 5.9 Função de luminosidade referente às duas distribuições; vermelhas ( $\phi_r$ ) representada por cruz e azuis ( $\phi_b$ ) representadas por quadrado com seus respectivos erros. As linhas são os ajustes aos dados, onde a linha pontilhada para  $\phi_b$  e a linha sólida para  $\phi_r$  representam a função de Schechter padrão, enquanto a linha sólida para  $\phi_b$  representa a dupla função de Schechter com uma única magnitude característica  $M^*$ . No gráfico estão os melhores valores obtidos no ajuste para as duas distribuições. . . . . 81
- 5.10 Função de luminosidade na banda K. No quadro superior direito estão os quadrados pretos que representam os resultados de [Devereux et al. \(2009\)](#) e a linha preta o ajuste com a função de Schechter, as estrelas pretas identificam a função de luminosidade na banda K calculadas por [Jones et al. \(2006\)](#) para galáxias baseadas no *2MASS*, ambas para todas as galáxias. No quadro superior esquerdo está a função de luminosidade de 142 galáxias elípticas, enquanto no quadro inferior está a função de luminosidade de 904 galáxias lenticulares (S0) e espirais dominadas por bojos (S0/a - Sbc) (direita) e a função de luminosidade de 247 galáxias *late-type* (Sc - Scd). . . . . 84
- 5.11 O gráfico do lado esquerdo mostra os dados com seu respectivo melhor ajuste com a função de Schechter para a amostra inteira. O gráfico do lado direito mostra o erro de  $1\sigma$ ,  $2\sigma$  e  $3\sigma$  para o melhor ajuste da função de luminosidade. . . . . 86
- 5.12 O gráfico do lado esquerdo mostra os dados com seu respectivo melhor ajuste com a função de Schechter para a função de luminosidade referente aos tipos de galáxias 1, 2 e 3 + 4. O gráfico do lado direito mostra o erro de  $1\sigma$ ,  $2\sigma$  e  $3\sigma$  para o melhor ajuste da função de luminosidade, onde linha sólida corresponde ao tipo 1, linha tracejada ao tipo 2 e linha tracejada e pontilhada aos tipos 3 + 4. . . . . 87
- 5.13 Elipse de erros para o ajuste da função de Schechter nas funções de luminosidade para campo e aglomerado. A linha sólida fina representa a função de luminosidade para aglomerados e a linha sólida grossa representa a função de luminosidade para o campo. As linhas tracejadas representam as galáxias do tipo 1, as linhas ponto e traço as galáxias do tipo 2 e as linhas pontos e traço, as galáxias dos tipos 3 + 4. Para os dados referentes a campo, só se mostra a elipse de erros correspondente a  $3\sigma$ . . . . . 88

- 5.14 Gráficos que diferenciam o comportamento da função de luminosidade para campos e aglomerados. Os símbolos vazios são os tipos completos e corrigidos da contagem de aglomerados mostrados na figura 5.12. As linhas grossas representam a função de luminosidade para campos obtidas por Madgwick et al. (2002), normalizada para ficar de acordo com a função de luminosidade para aglomerados em  $M_b = -19$ . As duas linhas finas mostram a distribuição de luminosidade, onde a inferior representa a distribuição sem completa correção e a superior representa a distribuição com máxima correção. As barras de erros podem ser visualizadas na figura 5.12. 89
- 5.15 Função de luminosidade composta na banda r para a amostra total de 728 grupos de galáxias calculada dentro de  $0.5h^{-1}Mpc$  a partir dos centros do grupo. A linha sólida corresponde ao melhor ajuste com duas funções de Schechter, onde há uma virada limite em  $M_r = -18$ . Para efeito de comparação se mostra também com uma normalização arbitrária, a função de luminosidade determinada por Popesso et al. (2005a) e Blanton et al. (2005) em aglomerados de galáxias no raio X e em campos, respectivamente. 91
- 5.16 Função de luminosidade no infravermelho para o aglomerado A3266, representado por quadrados vazios. Os quadrados pretos representam a função de luminosidade no infravermelho depois da correção para a incompletude dos dados espectroscópicos e a linha sólida é o melhor ajuste com a função de Schechter. Os círculos em cinza representam a função de luminosidade no infravermelho do aglomerado de Coma, investigado por Bai et al. (2006), e a linha tracejada e pontilhada é o seu melhor ajuste com a função de Schechter. A linha pontilhada vertical corresponde ao limite de detecção de luminosidade dos dados em  $24\mu m$  e linha tracejada vertical corresponde ao limite de detecção espectroscópico em luminosidade. . . . . 93
- 5.17 Função de luminosidade no infravermelho composta para o aglomerado A3266 e o aglomerado de Coma representados por estrelas e seu melhor ajuste com a função de Schechter representada com a linha sólida. Os círculos representam a função de luminosidade no infravermelho composta dos aglomerados MS 1054 – 03 ( $z = 0.83$ ) e RX J0152 ( $z = 0.84$ ) com seu respectivo ajuste representado pela linha tracejada e pontilhada. A linha pontilhada é a função de luminosidade no infravermelho composta para o aglomerado A3266 e o aglomerado de Coma evoluída para  $z = 0.83$ . . . . . 95
- 5.18 Função de luminosidade investigada por Alcaniz e Lima (2004) usando os dados levantados por Loveday et al. (1992). O primeiro quadro (da esquerda para a direita) apresenta a função de luminosidade para uma amostra total de galáxias, o segundo quadro mostra a função de luminosidade para as galáxias E/S0 e o terceiro quadro, a função de luminosidade para as galáxias Sp/Irr. A linha sólida representa o melhor ajuste com a função de Schechter que corresponde a  $\eta = 1$ . As linhas pontilhadas em cada gráfico mostra como o ajuste se comporta ao se atribuir valores diferentes para o parâmetro  $\eta$ . . . . . 96

- 5.19 Função de luminosidade de galáxias de campo na banda  $b_j$  investigada por [Loveday et al. \(1992\)](#). O gráfico (a) representa a função de luminosidade para a amostra total de galáxias, (b) a função de luminosidade para as galáxias E/S0 e (c) a função de luminosidade para as galáxias Sp/Irr. A linha sólida em cada gráfico mostra o melhor ajuste com a função de Schechter sem correção e a linha tracejada o melhor ajuste com correção. O gráfico dentro de (a) mostra o erro de contorno de  $1\sigma$  (linhas sólidas) e  $2\sigma$  (linhas tracejadas) para os parâmetros da função de Schechter corrigida. . . . . 97
- 5.20 Função de luminosidade de galáxias de campo na banda  $b_j$ . Em cada gráfico são apresentadas as curvas da função de luminosidade para todas as galáxias da amostra (gráfico superior), para as galáxias E/S0 (gráfico inferior esquerdo) e para as galáxias Sp/Irr (gráfico inferior direito) obtidas. As linhas tracejadas mostram os melhores ajustes aos dados com a nova expressão analítica de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#) e com a função de Schechter. . . . . 100
- 5.21 Função de luminosidade de galáxias de campo nas bandas  $u$ ,  $g$ ,  $r$  e  $i$ . Gráficos apresentam nossos ajustes realizados com a nova expressão analítica de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#) e com a função de Schechter. A curva verde e vermelha representam o melhor ajuste e os pontos azuis, os dados. . . . . 102
- 5.22 Função de luminosidade de galáxias de campo na banda  $z$ . Gráficos apresentam nossos ajustes realizados com a nova expressão analítica de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#) e com a função de Schechter. A curva verde e vermelha representam o melhor ajuste e os pontos azuis, os dados. . . . . 103
- 5.23 Gráficos superiores: Função de Luminosidade de galáxias azuis, onde o quadro da esquerda mostra o ajuste realizado com a função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#) e a função de Schechter e o quadro da direita mostra o ajuste realizado com a dupla função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#) e a dupla função de Schechter. Gráfico inferior: Função de Luminosidade de galáxias vermelhas com ajuste realizado por meio da função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#) e a função de Schechter. Ponto azuis representam os dados e as curvas vermelha e verde representam o melhor ajuste para cada função. . . . . 106
- 5.24 Função de luminosidade de galáxias de campo nas bandas  $u$ ,  $g$ ,  $r$  e  $i$ . Gráficos mostram nossos ajustes realizados com a dupla função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#) e a dupla função de Schechter. A curva verde e vermelha representam o melhor ajuste e os pontos azuis, os dados. . . . . 109
- 5.25 Função de luminosidade de galáxias de campo na banda  $z$ . Gráfico mostra nosso ajuste realizado com a dupla função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antol3nez et al. \(2011\)](#) e a dupla função de Schechter. A curva verde e a vermelha representam o melhor ajuste e os pontos azuis, os dados. 110

---

## Introdução

---

A matéria bariônica visível é agregada em objetos que possuem por volta de  $10^{11}$  massas solares que são chamados de galáxias. As galáxias podem ser subdivididas de acordo com várias quantidades observáveis, tais como a distribuição de sua matéria luminosa ou sua cor, que são usados como base para a seleção de determinadas populações. Essas populações de galáxias, por sua vez, podem ser divididas em tipos morfológicos, que definem características importantes para o entendimento de diferentes processos físicos e suas relações em larga escala. Para entendermos melhor esses objetos, usamos a função de luminosidade que é considerada uma das ferramentas cosmológicas mais importante no estudo das propriedades estatísticas de objetos como galáxias, quasares e estrelas. Para as galáxias, o estudo da sua função de luminosidade e sua tendência de evolução ao longo do tempo, nos leva diretamente a compreensão da sua formação e evolução, onde em última análise, nos levará a uma compreensão quantitativa da formação das estruturas e a história de evolução do Universo. A função de luminosidade ( $\phi(M)$ ) representa um importante laço observacional para os processos físicos envolvidos nos modelos de formação e evolução das galáxias. Segundo o atual paradigma de formação de estruturas do Universo, halos de matéria escura se agregam de forma não dissipativa em objetos cada vez maiores, pelo efeito da gravitação. Nos seus interiores a matéria bariônica gera o conteúdo estelar luminoso através de um processo complexo, que ainda não é totalmente compreendido. O resultado deste processo total que envolve fusão de objetos e formação estelar modela a forma da função de luminosidade e sua evolução, que então reflete as inúmeras diferenças decorrentes dos diferentes processos envolvidos, das diferentes morfologias ou cores das galáxias e dos diferentes ambientes em que elas se encontram. Tão importante quanto as demais citadas anteriormente, há também o estudo da função de luminosidade em diferentes *redshifts*, que pode revelar a evolução da importância e dominância de diferentes mecanismos físicos na história das galáxias, uma eventual mudança de morfologia decorrente da fusão de objetos, a caracterização da evolução da taxa de formação estelar e da densidade de objetos.

Os primeiros estudos sobre a função de luminosidade começaram com [Pannekoek \(1923\)](#) ao estudar aglomerados e nuvens galácticas, porém, a sua primeira determinação ficou para [Wirtz \(1926\)](#) que apresentou a distribuição de luminosidade de objetos extragalácticos como uma distribuição Gaussiana. Estes estudos marcam o início da busca de uma expressão analítica que descreve da melhor maneira possível a distribuição de luminosidade desses objetos, onde muitas propostas foram colocadas até [Schechter \(1976\)](#) apresentar seu modelo que se tornou o mais aceito. A chamada função de Schechter não é perfeita, porém, é a que melhor representa determinadas distribuições de galáxias, sendo

algumas vezes necessário a introdução de mais parâmetros para melhor ajuste aos dados. Atualmente há uma nova expressão analítica que foi colocada por [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#) com um comportamento diferenciado. Enquanto a função de Schechter tem uma lei de potência que descreve o lado das galáxias de baixo brilho e uma lei exponencial que descreve o lado das galáxias brilhantes, a nova expressão analítica apresenta uma lei de potência para descrever os dois lados e introduz um novo parâmetro adimensional que tem o objetivo de melhorar o ajuste no lado das galáxias brilhantes. Esta expressão será testada e avaliada neste trabalho com os dados disponíveis na literatura que irá compor o *Review*.

## **1.1 Definição do problema**

Como se comporta a função de luminosidade de galáxias ao ser traçada a partir de uma nova expressão analítica que apresenta uma lei de potência como único comportamento para descrever tanto galáxias brilhantes como galáxias fracas de uma amostra?

## **1.2 Objetivos**

### **1.2.1 Geral**

Investigar as pesquisas mais relevantes sobre função de luminosidade de galáxias e utilizar os dados disponíveis nas publicações para ajustar duas funções analíticas (modelização) aos dados experimentais.

### **1.2.2 Específicos**

- Analisar as publicações identificando teorias e hipóteses suficientemente fundamentadas;
- Analisar os métodos e dados que serão utilizados na nova expressão analítica proposta para ajustar os dois extremos da curva experimental;
- Avaliar se a nova expressão analítica oferece um melhor ajuste em relação a outras expressões.

### **1.3 Justificativa**

O estudo da função de luminosidade de galáxias é a chave quantitativa para o entendimento das propriedades, evolução e formação das galáxias. Contudo, a complexidade astrofísica do objeto estudado e a própria natureza da observação estendida no tempo passado ocasiona uma série de efeitos adicionais que devem ser levados em consideração, como a taxa de formação estelar, fusões entre galáxias, a evolução desses objetos, etc. A influência desses efeitos na contagem cumulativa de galáxias é ainda menos conhecida, tornando difícil separar dela a influência do modelo cosmológico. Há muito a ser modelado a respeito da distribuição de galáxias no Universo e muito a ser entendido, portanto, este trabalho justifica-se em dar mais uma contribuição no estudo desta distribuição e evolução destes objetos usando a função de luminosidade como principal ferramenta.

### **1.4 Hipótese**

A nova equação é consistente quando comparada com a mais aceita.

### **1.5 Aspectos metodológicos**

Por se tratar de um *Review*, a dissertação foi construída tendo como base de referência um conjunto de artigos, livros e dissertações que discutem acerca de função de luminosidade de galáxias e de todos os assuntos importantes que contribuem para a compreensão deste assunto. O primeiro passo na construção desta dissertação foi o levantamento de pesquisas publicadas e a seleção das mais relevantes para o desenvolvimento da dissertação. Os artigos, principais fontes de pesquisa deste trabalho, foram obtidos a partir do site SAO/NASA onde está disponível uma interface avançada com aproximadamente 1.954.735 publicações na área de Astronomia e Astrofísica. Além do embasamento teórico, também buscou-se extrair dados que permitiram obter o ajuste da função de luminosidade utilizando uma nova expressão analítica para comparação com os resultados obtidos na literatura com a antiga expressão. Os ajustes serão realizados com o programa de linha de comando chamado GNUPLOT versão 4.6 executado no sistema operacional Linux.

### **1.6 Organização da Dissertação de mestrado**

Esta dissertação apresenta 6 capítulos e está estruturada da seguinte forma:

- **Capítulo 1 - Introdução:** Contextualizamos o âmbito, no qual a pesquisa proposta está inserida. Apresentando, portanto, a definição do problema, objetivos e justificativas da pesquisa e como esta dissertação de mestrado está estruturada;
- **Capítulo 2 - Galáxias:** Neste capítulo apresentamos o contexto histórico que deu início ao estudo das galáxias, o surgimento da morfologia, suas propriedades que diferenciam umas das outras, e os ambientes onde se encontram;
- **Capítulo 3 - Função de Luminosidade:** Capítulo que descrevemos as primeiras investigações realizadas para se determinar a função de luminosidade, as expressões analíticas propostas ao longo do tempo, a nova expressão analítica, as variações que a função de luminosidade apresenta quando estudada por morfologia ou cor das galáxias, em diferentes ambientes e em diferentes *redshifts*;
- **Capítulo 4 - Métodos para determinar a Função de Luminosidade:** Apresentamos os diversos métodos usados na literatura para se determinar a função de luminosidade, destacando as vantagens e desvantagens de se usar cada um deles;
- **Capítulo 5 - Seleção das amostras e análise dos resultados:** Apresentamos os resultados obtidos nas literaturas levantadas expondo os que confirmam a teoria apresentada e também apresentamos o comportamento da nova expressão comparando com a velha expressão;
- **Capítulo 6 - Considerações Finais:** Apresentamos as conclusões, contribuições e algumas sugestões de atividades de pesquisa a serem desenvolvidas no futuro.

## 2.1 Introdução

As nebulosas, posteriormente definidas como galáxias, são sistemas massivos limitados gravitacionalmente que consistem de meio interestelar de gás e poeira, estrelas, restos estelares e matéria escura (Gallagher III; Sparke, 2007).

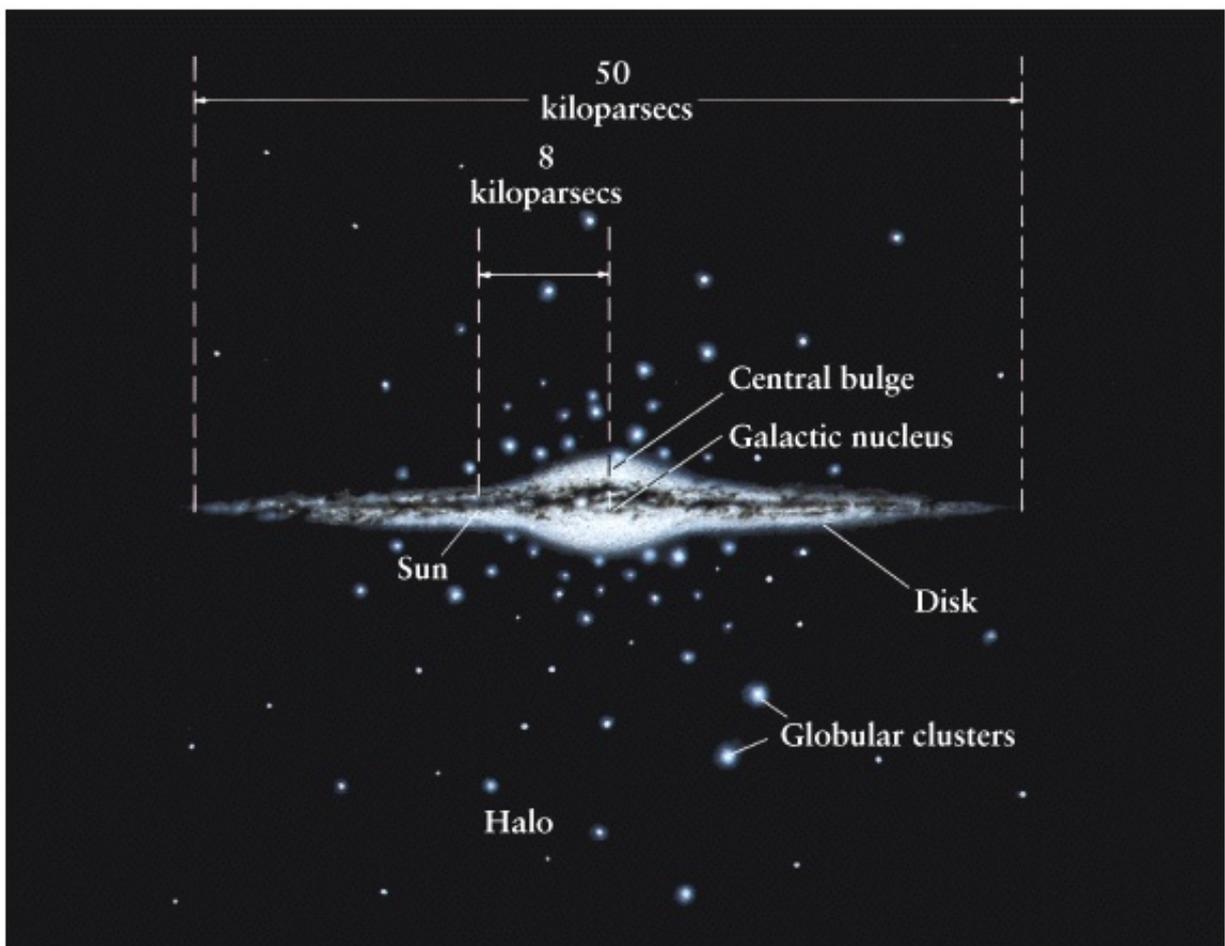


Figura 2.1: Visão da Via Láctea e sua estrutura: Bojo central (*Central bulge*), Núcleo galáctico (*Galactic nucleus*), Disco (*Disk*), Aglomerados globulares (*Globular clusters*) e Halo de estrelas (*Halo*) e  $1\text{kpc} \cong 3.09 \times 10^{19}$  m. Imagem: <http://www.ualberta.ca>.

Estes objetos extensos foram considerados por Immanuel Kant<sup>1</sup> como os "blocos de construção do Universo", onde foi o primeiro a propor, por volta de 1755, que algumas

<sup>1</sup>Filósofo alemão (22/04/1724 – 12/02/1804)

nebulosas poderiam ser sistemas estelares externos à nossa Galáxia, mas totalmente comparáveis a ela (Kant; Hastie, 1900). A existência de outras galáxias, além da Via Láctea, só ficou estabelecida em 1920, ano marcado pelo início das classificações em detalhes, conduzindo a teorias de formação de galáxias mais modernas. Ainda em 1920, aconteceu "O Grande Debate" entre Harlow Shapley e Heber Curtis. Curtis argumentava que o Universo era composto de muitas galáxias, como a nossa, que haviam sido identificados por astrônomos de sua época como "nebulosas espirais". Shapley argumentava que estas "nebulosas espirais" eram apenas nuvens de gás próximas, e que o Universo era composto de apenas uma grande Galáxia. No modelo de Shapley, o nosso Sol estava longe de ser o centro deste Grande Universo / Galáxia. Ao contrário, Curtis colocava o nosso Sol, perto do centro da nossa galáxia relativamente pequena. Embora os pontos delicados do debate fossem mais numerosos e mais complicados, cada cientista não concordava com o outro sobre estes pontos cruciais. A resolução parcial do debate surgiu quando Hubble (1925), descobriu as Cefeidas em Andrômeda (*M31*). Usando dois telescópios refletores (100 e 60 polegadas) do Observatório Monte Wilson e estudando a relação período-luminosidade<sup>2</sup> para estrelas pulsantes, ele derivou a distância de 285 kpc. Este valor é um fator de  $\sim 3$  vezes menor que a distância de *M31* conhecida hoje, mas isto forneceu clara evidência de que esta galáxia era outra nebulosa espiral parecida com a nossa e deveria ser extragaláctica (Schneider, 2006). No ano de 1930, descobertas da absorção interestelar combinada com uma maior compreensão das distâncias e distribuição de aglomerados globulares, culminaram com a aceitação de que o tamanho da Via Láctea tinha sido, de fato, seriamente subestimada e que o Sol não estava perto do centro. Portanto, se concluiu que Shapley estava certo com relação ao tamanho da nossa Galáxia e a localização do Sol e Curtis estava certo quando afirmava que o nosso Universo era composto de muitas galáxias, e que as nebulosas espirais eram na verdade galáxias como a nossa. Antes disso, algumas galáxias já tinham sido listadas primeiramente por Messier (1781) que catalogou 110 objetos e mais tarde Dreyer (1888) que publicou o *New General Catalog* (NGC) que continha aproximadamente 8000 objetos, a maioria destes objetos eram galáxias.

As galáxias podem ser divididas em um número de tipos e então subdividida ainda mais com a finalidade de produzir um esquema de classificação. Este esquema começou a ficar interessante quando William Parsons, em 1845, revelou por meio do seu telescópio de 72 polegadas denominado *Leviathan*<sup>3</sup>, o padrão espiral em muitas nebulosas brilhantes dos catálogos de Herschel (1864) e Messier (1781) (Parsons; Parsons, 2011). A natureza dessas nebulosas como galáxias não era totalmente conhecido na época, mas a suspeita geral era de que eram sistemas estelares como a Via Láctea, apenas muito distante para ser facilmente resolvida em suas estrelas individuais. Embora o telescópio não tenha desempenhado o papel esperado por Parsons, a descoberta da estrutura espiral foi muito

---

<sup>2</sup>Como o próprio nome indica, consiste numa relação entre o período de variação da luz e a magnitude (ou luminosidade) média absoluta das estrelas variáveis do tipo cefeidas: as estrelas com períodos curtos de variações de luz tem pequenas luminosidades absolutas, e vice-versa.

<sup>3</sup>Nome não oficial do telescópio de 6 polegadas Rosse, construído pelo astrônomo irlandês William Parsons (17/06/1800 – 31/08/1867), Terceiro Conde de Rosse.

importante ao se estabelecer que esta estrutura não era um padrão aleatório.

Os passos mais importantes na classificação das galáxias foram dados por Edwin Powell Hubble<sup>4</sup> e James Hopwood Jeans<sup>5</sup>. As primeiras ideias sobre a classificação de galáxias foram sugeridas por Hubble (1922) mas, os primeiros tipos básicos foram descritos por ele em 1926, onde apresentou as galáxias elípticas (E), espirais (S), espirais barradas (SB) e irregulares (Irr), com o critério de classificação que se baseava no tamanho do seu núcleo, no ângulo de inclinação dos braços espirais e na presença ou ausência de barras (Hubble, 1926), porém, a ideia de conectar os diferentes tipos em um diagrama na forma de um diapasão ("Tuning Fork") foi feita primeiro por Jeans (1928) no livro "Astronomy and Cosmogony" (Block et al., 2004). O esquema de classificação original de Hubble (1926) foi modificado por ele em 1936 com a introdução das chamadas galáxias lenticulares (S0) e as lenticulares barradas (SB0) no livro "The Realm of the Nebulae" (Hubble, 1936) (Figura 2.2).

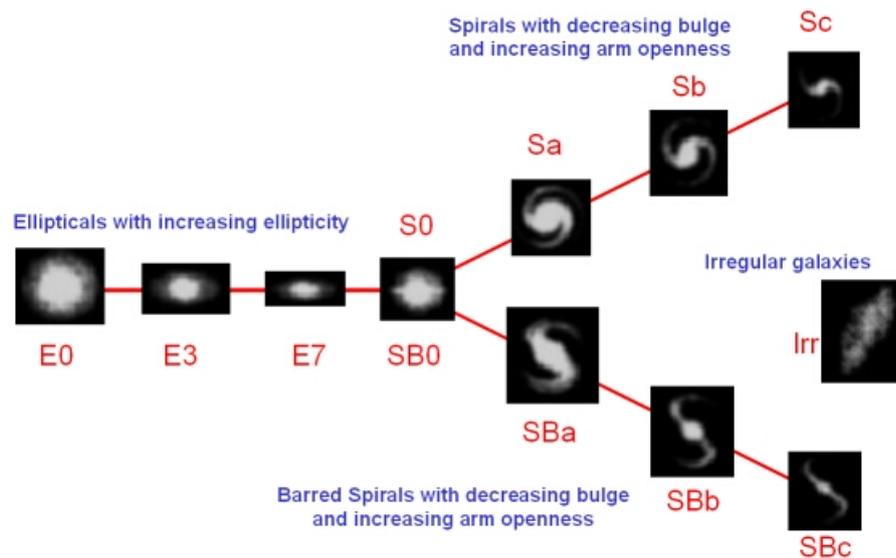


Figura 2.2: O sistema modificado de classificação de galáxias com a inserção das galáxias lenticulares (S0) e as lenticulares barradas (SB0) proposto por Hubble (1936). Na sequência aparecem as elípticas (En) em ordem crescente de elipsidade, as lenticulares (S0) ou lenticulares barradas (SB0), as espirais normais (Sa-Sb-Sc) na ordem que diminuem o bojo e aumentam a abertura dos braços, as espirais barradas (SBa-SBb-SBc) na ordem que diminuem o bojo e aumentam a abertura dos braços e as galáxias irregulares. Imagem: <http://astronomy.swin.edu.au>.

Ainda no ano de 1936, o esquema descrito por Hubble (1936) fornecia um completo quadro para a classificação morfológica das galáxias, porém, a descoberta de galáxias anãs esferoidais (dSph) como *Sculptor* e *Fornax*, por Shapley (1938), Shapley (1939) forneceu uma primeira evidência de que o esquema proposto por Hubble (1936) não fornecia uma ampla descrição de todo o reino da morfologia de galáxias e, portanto, algumas não se en-

<sup>4</sup>Astrônomo Inglês (20/11/1889 – 28/09/1953).

<sup>5</sup>Matemático e Astrônomo Inglês (11/09/1877 – 16/09/1946).

caixavam na sua proposta. Além das dSph's, uma outra classe de galáxias particularmente luminosas e identificada por Morgan (1958), Morgan (1959) também não se ajustava ao modelo de 1936, denominada galáxia *cD* é um subtipo do tipo D das galáxias elípticas gigantes, similar também às galáxias lenticulares e que possuem um grande halo de estrelas. A maioria das galáxias *cD* só ocorrem próximas aos centros de ricos aglomerados de galáxias, mostrando que a morfologia e a evolução podem ser fortemente afetadas pelo ambiente. Outra classe de objeto que também não se ajustava naturalmente dentro da proposta de Hubble foram as galáxias amorfas (Am)(Sandage; Brucato, 1979; Gallagher III; Hunter, 1987), onde algumas delas chegaram a ser chamadas de galáxias irregulares (Irr II) por Holmberg (1958). Estas galáxias são raras e somente 1% dos objetos no "A Revised Shapley-Ames Catalog (Sandage; Tammann, 1987) compartilham esta classificação, onde algumas delas são a NGC 3034 ou M82, NGC3077 e a NGC2777 (Hogg et al., 1998). As suas características tem sido atribuídas as interações com as galáxias vizinhas (Cottrell, 1978; Noguchi, 1988), mas aparentemente nem todas as amorfas tem um vizinho óbvio para atuar como um gatilho para acelerar o processo de formação estelar (Sandage; Brucato, 1979).

O sistema de classificação de Hubble (1936) foi descrito de forma bem ilustrada em "The Hubble Atlas of Galaxies" por Sandage (1961), que preparou uma revisão adicionando uma terceira dimensão ao esquema de classificação: a presença ou ausência de um anel. Este foi o maior atlas de galáxias ilustrando um sistema de classificação em detalhes, de forma sofisticada e com boas fotografias. O mesmo esquema foi usado na classificação de 1246 galáxias brilhantes dadas em "A Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies" de Sandage e Tammann (1981), usando as classes de luminosidade de van den Bergh (1960b), van den Bergh (1960a), van den Bergh (1960c). O sistema de classificação de Hubble-Sandage atinge sua última forma ao ser apresentado em "The Carnegie Atlas of Galaxies" (Sandage; Bedke, 1994).

O sistema proposto por Hubble (1936) sofreu muitas modificações ao longo do tempo (Morgan, 1958; Morgan, 1959; de Vaucouleurs, 1959; van den Bergh, 1960b; van den Bergh, 1960a; van den Bergh, 1960c; Elmegreen; Elmegreen, 1982; Sandage; Bedke, 1994), onde todas elas só adicionaram características ao esquema original. Embora tenham surgido muitos sistemas de classificação, só alguns continuam sendo usados atualmente por mostrarem uma boa correlação com muitos aspectos físicos diferentes das galáxias. Além do sistema de Hubble-Sandage, há também o de de Vaucouleurs (1959), que propôs um modelo de continuidade da morfologia das galáxias dando um passo além, ao desenvolver o que ele se referiu como o volume de classificação (Figura 2.3). Na tentativa de acomodar toda a gama de características morfológicas de galáxias, de Vaucouleurs (1959) introduziu o esquema de classificação tridimensional com um eixo principal de sequência E-S0-Sa-Sb-Sc-Sd-Sm-Im, onde o índice m corresponde ao termo magalhães, semelhante às Nuvens de Magalhães. Subdivisões mais finas foram fornecidas com o propósito de distinguir estágios

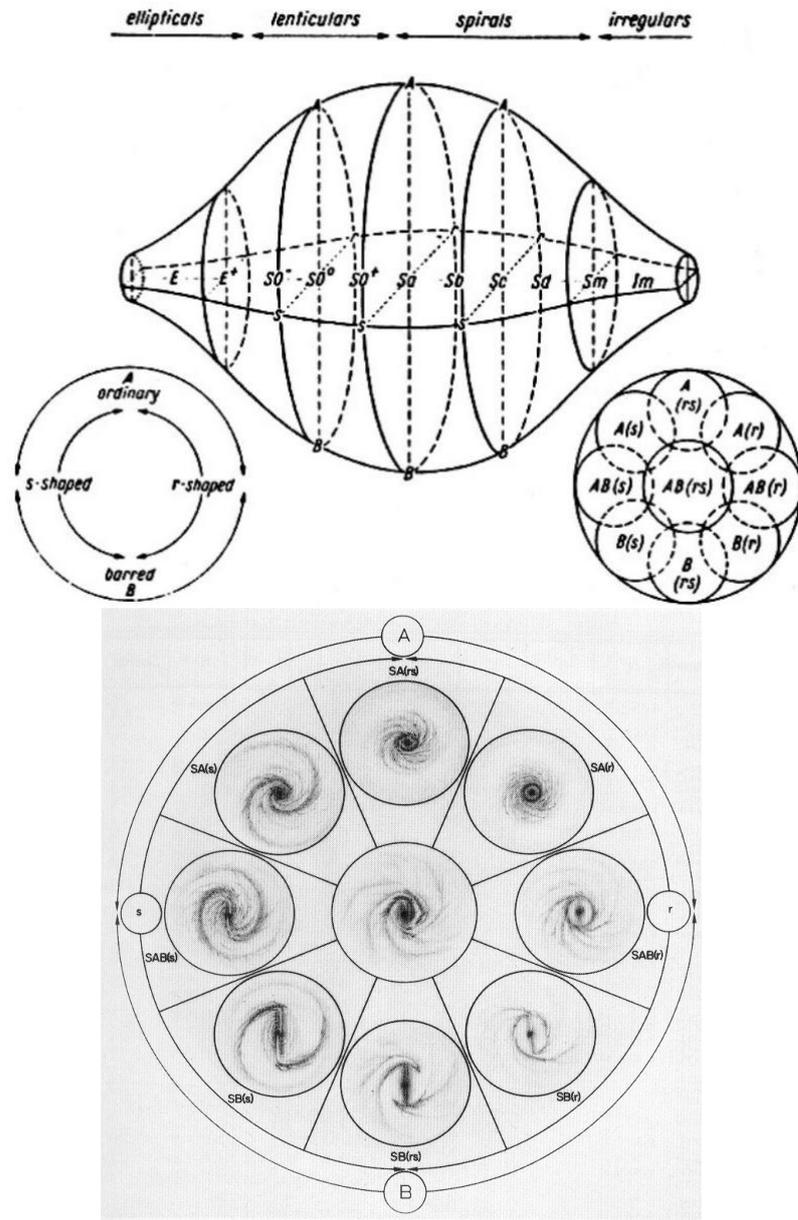


Figura 2.3: Volume de classificação do sistema de de Vaucouleurs (1959), uma revisão e extensão do sistema de classificação de Hubble (1936). Na figura acima a representação do volume de classificação e na figura de baixo um recorte da seção transversal do diagrama. O diagrama tridimensional demonstra os tipos de galáxias no eixo principal que vai de E até Im, a família com a presença ou ausência de barras nos pontos inferior e superior respectivamente e a variedade que representa a presença ou ausência de anéis internos a esquerda e a direita da seção do diagrama na figura de baixo respectivamente. Imagem: <http://ned.ipac.caltech.edu>, <http://bama.ua.edu>.

de transição das galáxias, por exemplo, ao longo de cada uma das sequências das galáxias não espirais os sinais + e - são usados para denotar "late" e "early" respectivamente, assim  $E^+$  representa uma galáxia E do tipo "late", o primeiro estágio de transição para a classe das S0. Em ambas as subclasses, SA0 e SB0, também são usados três estágios com a notação  $S0^-$ ,  $S0^0$  e  $S0^+$ , com a finalidade de distinguir o estágio de transição entre a S0 e a Sa, representada como S0/a por Hubble, mas podendo ser representada por

$Sa^-$ . Na figura 2.3, se observa que a segunda dimensão trata de diferenciar galáxias sem barras (SA), de galáxias com barras pouco definidas (SAB) ou de galáxias com barras bem definidas (SB). A terceira dimensão propõe diferenciar os objetos que apresentam um anel interno com a notação r, os que apresentam características intermediárias com a notação rs e os que exibem puramente braços espirais com a notação s. Em adição aos anéis internos, ele também considerou outras características conhecidas como anéis externos (R), grandes estruturas, com baixo brilho superficial e com um diâmetro duas vezes maior que o das barras. Embora essa estrutura seja relativamente comum entre as galáxias espirais barradas do tipo *early-type*<sup>6</sup>, os anéis externos são raros entre as populações de galáxias. Se observou também que muitas galáxias mostram um pseudo anel exterior (R') feito de braços espirais exteriores que se fecham entre si, com um domínio intermediário entre as espirais de tipo *late-type*.

De Vaucouleurs notou que

- a distinção entre as famílias A e B e entre as variedades r e s eram mais claras na fase de transição S0/a e ausentes entre as E e S0, e entre as Sm e Im;
- a posição de uma galáxia ao longo do eixo principal estava fortemente correlacionada com a cor integrada e, portanto, com a idade média da população estelar, devido a isso, foi observado que as famílias A e B não se diferenciavam sistematicamente em cor, logo, tinham populações estelares com idades similares e;
- havia um diferença sistemática na distribuição de luminosidade entre as *late-type* barradas e as espirais ordinárias, porém, não se observou diferenças de luminosidade entre as variedades r e s (de Vaucouleurs, 1959). As variedades r e s ocorrem com frequências similares entre as espirais *late-types*, porém, entre as espirais *early-type* a variedade s é bem mais abundante que a variedade r.

Um problema com a classificação proposta por de Vaucouleurs (1959) é que as galáxias tornam-se fracas simultaneamente e mais azuis ao longo da sequência Sc-Sd-Sm mostrando que os efeitos de luminosidade estão relacionados com os efeitos evolutivos. Contudo, o sistema de de Vaucouleurs (1959) apresenta grandes vantagens em relação ao sistema de Hubble (1936), revivido e ilustrado por Sandage (1961) e Sandage e Bedke (1994). Uma vantagem é que a revisão feita por ele oferece 100 possíveis tipos de galáxias, enquanto o sistema antigo oferece 20. O grande número de possibilidades com uma pequena notação extra e complexa representa um sistema de classificação que fornece uma melhor descrição

---

<sup>6</sup>Na classificação de Hubble-Sandage era comum definir as galáxias do lado esquerdo da sequência de Hubble como galáxias "*early-type*" incluindo as elípticas (E) e lenticulares (S0), e do lado direito como galáxias "*late-type*", as demais galáxias. Da mesma forma foi feita para as espirais, considerando as Sa e SBa como "espirais *early-type*", as Sb e SBb como "espirais *intermediate-types*" e as Sc e SBc como "espirais *late-type*". A razão para esta terminologia foi conveniência e pegou-se emprestado da terminologia usada frequentemente para estrelas e foram usados com o propósito de definir a posição da galáxia na sequência sem nenhuma conotação temporal.

da morfologia das galáxias sem exageros. A mistura de notações para famílias (SA, SAB ou SB) e variedades (r, rs ou s) também significa que podemos classificar galáxias mais normais confortavelmente dentro do sistema.

O tratamento de barras e anéis de [de Vaucouleurs \(1959\)](#) é claramente superior ao tratamento dado nas revisões de [Hubble \(1936\)](#) e a continuidade do sistema mostra que nenhuma das possíveis morfologias dentro do volume tem uma vantagem especialmente acentuada, chamando a atenção para detalhes importantes que o sistema de Hubble ignora. Dentre esses detalhes, está a valorização de barras de baixa resolução, o reconhecimento de barras em galáxias altamente inclinadas, a classificação consistente e superior dos anéis internos e o reconhecimento dos pseudo anéis externos.

Outra vantagem é que um número muito maior de galáxias brilhantes tem sido classificadas pelo sistema de [de Vaucouleurs \(1959\)](#) sendo, portanto, um dos mais usados pelos astrônomos. As principais fontes de classificação incluem o sistema de classificação proposto, por exemplo, [de Vaucouleurs \(1963\)](#) em "*Revised Classification of 1500 Bright Galaxies*", [Corwin, de Vaucouleurs e de Vaucouleurs \(1985\)](#) em "*Southern Galaxy Catalogue*", [Buta \(1995\)](#) em "*The Catalog of Southern Ringed Galaxies*", [de Vaucouleurs et al. \(1991\)](#) em "*Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*". As principais fontes do sistema de classificação padrão de [Hubble \(1936\)](#) incluem o catálogo "*A revised Shapley-Ames Catalog of bright galaxies*" de [Sandage e Tammann \(1981\)](#), [Sandage e Tammann \(1987\)](#) e o "*Uppsala general catalogue of galaxies*" de [Nilson \(1973\)](#). Nas seções a seguir será apresentada uma discussão mais detalhada sobre os aspectos mais importantes de cada tipo de galáxia.

## 2.2 Morfologia das Galáxias

[Sandage, Sandage e Kristian \(1975\)](#) destacam em seu trabalho que o primeiro passo no estudo de qualquer classe de objeto é a sua classificação. A morfologia construída em torno de pequenos números de características comuns podem ser usadas para classificar as galáxias em categorias fundamentais, o que gera uma base para mais pesquisas. A partir dessas pesquisas, relações físicas entre as classes identificadas podem emergir, e essas relações podem promover uma interpretação teórica que coloca toda a classe de objetos em um contexto global. O nascimento da morfologia de galáxias a partir de 1936 evoluiu em combinações complexas de estruturas descritas por meio de uma simbologia que define o tipo de objeto. Os tipos básicos de galáxias como, elípticas, lenticulares, espirais, irregulares e suas variações serão descritas a seguir.

### 2.2.1 Galáxias Elípticas

As galáxias elípticas são sistemas amorfos que apresentam uma contínua redução da distribuição de brilho (Buta, 2013), aparência lisa/ suave, desprovidas de estruturas como braços espirais, faixas de poeira visíveis e geralmente com falta de gás frio que acarreta em poucas estrelas azuis jovens (Gallagher III; Sparke, 2007). Como são dominadas por estrelas velhas e relativamente livre de poeira, as elípticas parecem não apresentar distinção da sua estrutura em diferentes comprimentos de onda. Ao classificar essa classe de galáxia, Hubble (1936) estabeleceu uma subclassificação de acordo com a elipticidade aparente que é representado por um número após a letra E e pode ser determinado da seguinte maneira

$$n = 10 \left( 1 - \frac{b}{a} \right), \quad (2.1)$$

com  $0 \leq n \leq 7$ , os termos  $a$  e  $b$  como os semi-eixos maior e menor da elipse respectivamente e a razão  $\frac{b}{a}$  sendo o achatamento aparente. O índice  $n$  na classificação  $En$  é simplesmente a elipticidade projetada e não é facilmente interpretada em termos de um verdadeiro achatamento sem conhecimento direto da orientação do plano de simetria (Buta, 2013). O índice  $n$  foi considerado útil, porém, sem qualquer significado físico (Figura 2.4).

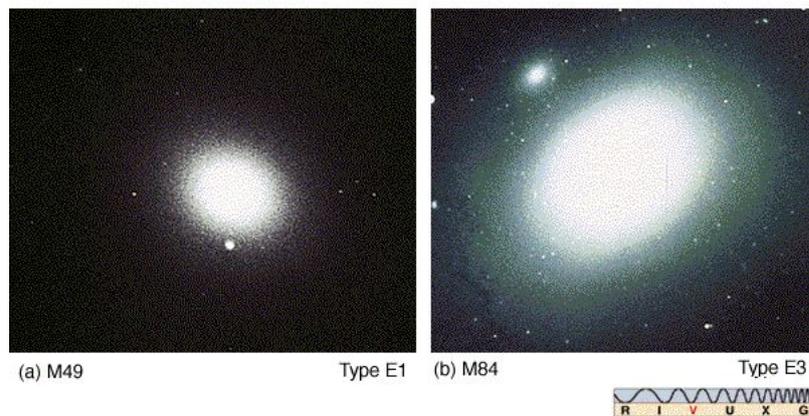


Figura 2.4: Exemplos de variações da forma de galáxias elípticas. (a) Galáxia elíptica M49 do tipo E1 com uma aparência aproximadamente circular. (b) Galáxia elíptica M84 do tipo E3 com uma aparência um pouco mais alongada. Imagem: <http://www.pas.rochester.edu>.

A proporção das galáxias elípticas em uma região depende sensivelmente do ambiente (galáxias de campo, grupos ou aglomerados de galáxias), contribuindo somente com uma pequena porcentagem de todas as galáxias em regiões de baixa densidade do universo mas, com uma quantidade significativamente bem maior em regiões densas como ricos aglomerados (Padmanabhan, 1993; Gallagher III; Sparke, 2007). O seu brilho superficial se ajusta bem a expressão de perfil de brilho  $I$  proposta por de Vaucouleurs como uma

função da distância  $R$  ao centro

$$I(R) = I_e \exp \left\{ -7.67 \left[ \left( \frac{R}{R_e} \right)^{\frac{1}{4}} - 1 \right] \right\}, \quad (2.2)$$

onde  $R_e$  é o raio efetivo que contém metade da luminosidade total,  $I_e$  é o brilho em  $R_e$  e  $[I] = L_{\odot}/pc^2$  (luminosidade solar por parsec ao quadrado) (Padmanabhan, 1993; Schneider, 2006). As galáxias elípticas cobrem uma grande classe de galáxias que diferem uma da outra em relação a seu tamanho e sua luminosidade, levando a uma subdivisão que compreende:

- Elípticas Normais: Tem luminosidade algumas vezes maior que a Via Láctea e tamanho característico de algumas dezenas de  $Kpc$ . As estrelas que compõem essas galáxias brilhantes demonstram pequeno movimento organizado, como rotação, e suas órbitas em volta do centro são orientadas em direções aleatórias. Esta classe inclui as gigantes elípticas (gE), as elípticas (E) e as elípticas compactas (cE);
- Elípticas Anãs (dE): São galáxias difusas, com menos que  $\sim \frac{1}{10}$  da luminosidade da Via Láctea e que demonstram muitas vezes, sinais de um disco dentro do corpo elíptico. As estrelas apresentam maior movimento de rotação e menor movimento aleatório (Gallagher III; Sparke, 2007). A diferença dessas galáxias para as cE's está no brilho superficial que é significativamente menor e na baixa metalicidade <sup>7</sup>(Schneider, 2006);.
- Elípticas Central Dominantes (cD): Galáxias predominantes em regiões extremamente densas de ricos aglomerados, apresentando um extenso envoltório difuso que pode chegar a milhares de  $Kpc$ . As galáxias cD se caracterizam por apresentar luminosidade superior a 100 vezes a luminosidade da Via Láctea e brilho superficial muito alto próximo ao centro;
- Galáxias Anãs Compactas Azuis (BCD): Uma anã compacta azul (BCD) é uma pequena galáxia, cerca de um décimo do tamanho de uma grande espiral típica, como a Via Láctea, que aparece em azul devido à presença de grandes aglomerados de estrelas quentes e massivas, que ionizam o gás interestelar circundante com a intensa radiação ultravioleta. Estas massivas estrelas azuis são muito jovens para os padrões estelares - menos de dez milhões de anos de idade. Essas galáxias surgiram a partir de uma enorme *starburst*, um episódio violento de formação de estrelas que em alguns casos engole uma galáxia inteira;
- Esferoidais Anãs (dSph): Galáxias muito pequenas, formadas ao longo de grandes períodos com baixas taxas de formação estelar (Gilmore; Asiri, 2012), luminosidade e brilho superficial extremamente baixos (Schneider, 2006). Recentemente, como

<sup>7</sup>A metalicidade mede a proporção da matéria do objeto constituída de elementos químicos diferentes do hidrogênio e hélio.

evidência crescente se observou que a grande maioria das elípticas anãs tem propriedades que não são de todo similar à galáxias elípticas, mas sim de irregulares e galáxias espirais *late-type*. Esses tipos de galáxias podem ser de fato o tipo mais comum no universo, porém, muito mais difíceis de ver do que outros tipos de galáxias por serem muito fracas (Assmann et al., 2013; Slater; Bell, 2013).

Na classificação de de Vaucouleurs (1959) é incluído um tipo de elíptica um pouco mais avançada, identificada com a simbologia  $E^+$ , ou chamada elípticas do tipo *late* (veja Figura 2.3). Este tipo foi originalmente concebido para descrever a primeira fase da transição para a classe das galáxias lenticulares  $S0$  (Buta, 2013).

### 2.2.2 Galáxias Lenticulares

As galáxias lenticulares apresentam um disco rotativo em adição ao bojo elíptico central, onde o disco não tem qualquer evidência de braços espirais ou extensas faixas de poeira. Estas galáxias são rotuladas como  $S0$  na ausência de barras ou  $SB0$  na presença de barras, e elas formam uma classe de transição entre elípticas e espirais. Se assemelham às galáxias elípticas em relação a falta extensa de gás e poeira (Spitzer JR.; Baade, 1951), e por serem predominantes em regiões do espaço densamente povoada de galáxias, e compartilham com as galáxias espirais um fino disco estelar de rápida rotação (Gallagher III; Sparke, 2007). As duas classificações,  $S0$  e  $SB0$ , foram introduzidas por Hubble (1936), as considerando como fases intermediárias entre as elípticas e as espirais, com uma suave e contínua transição entre a  $E7$  e a  $SBa$  e uma cataclísmica transição entre a  $E7$  e a  $Sa$ . Na revisão realizada por Sandage (1961) em "The Hubble Atlas of Galaxies", é feita a divisão das galáxias lenticulares em três subclasses, onde a primeira delas,  $S0_1$ , apresentava uma distribuição de luz contínua sem sinais de qualquer estrutura ou poeira, a segunda,  $S0_2$ , apresentava uma fraca faixa de poeira projetada sobre o bojo central ao ser visualizada de perfil e, a terceira,  $S0_3$ , apresentava uma forte e estreita faixa de absorção incorporada ao componente de lente das galáxias. As lenticulares barradas também foram divididas seguindo o critério do nível de proeminência das barras, então se observou que as  $SB0_1$  mostravam barras como duas amplas regiões de brilho ligeiramente aumentada em ambos os lados do bojo central, as  $SB0_2$  mostravam barras de proeminência intermediária e as  $SB0_3$  mostravam barras estreitas e bem definidas que se estendem completamente através das lentes (Binney; Merrifield, 1998). Ele ainda especulou que as galáxias  $Sa$  eram uma continuidade do tipo  $S0_2$ , enquanto que as  $Sa$  que apresentavam anéis se ramificavam do tipo  $S0_3$ , porém, foram questionadas por Sandage e Tammann (1981), ao verificarem que a diferença de luminosidade entre as galáxias  $Sa$  e as  $S0_2$  e entre as galáxias  $Sa$  que apresentavam anéis e as  $S0_3$  não estavam de acordo com a hipótese de que havia uma transição entre as classes morfológicas.

Na classificação tridimensional de [de Vaucouleurs \(1959\)](#), as galáxias  $S0$  envolvem a análise dos estágios ( $+$ ,  $^0$  ou  $-$ ), famílias (A, AB ou B) e variedades (s, rs ou r). Na sequência das galáxias lenticulares que não apresentam barras, são apresentados três estágios: as *early*  $SA0^-$ , as *intermediate*  $SA0^0$  e as *late*  $SA0^+$  organizadas na sequência em ordem crescente de estrutura. Os tipos  $SA0^-$  apresentam uma estrutura diferenciada, muitas vezes sob a forma de uma tênue lente, as  $SA0^0$  tendem a ter lentes mais definidas e é a galáxia mais óbvia como  $S0$  e as galáxias  $SA0^+$  são os tipos que frequentemente apresentam estruturas de anéis internos e externos bem definidos, podendo apresentar também uma tênue estrutura espiral, ou seja, o início da transição para uma estrutura espiral do tipo simbolizado como  $SA0/a$  (Figura 2.5). Este tipo caracterizado por [de Vaucouleurs \(1959\)](#) é um estágio bem definido no sistema de classificação tridimensional tendo alta diversidade em relação às famílias e as variedades ([Buta, 2013](#)).

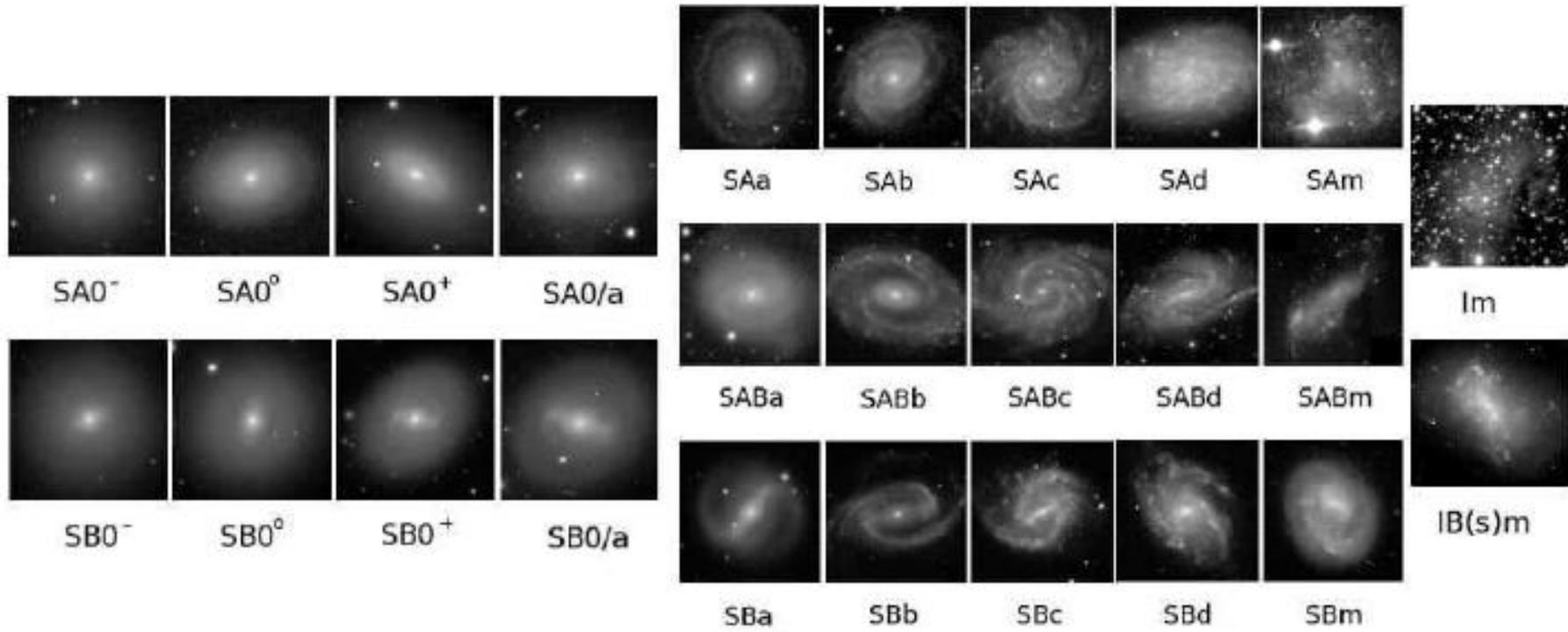


Figura 2.5: Exemplos das mais variadas fases de transição das galáxias lenticulares, espirais e irregulares ao longo da sequência de de Vaucouleurs (Buta, 2013).

### 2.2.3 Galáxias Espirais

As galáxias espirais receberam este nome por conta de seus braços espirais que eram especialmente visíveis na luz azul, facilmente gravada em chapas fotográficas. Os braços espirais são constituídos por grupos de estrelas quentes e brilhantes das classes O (estrelas muito quente e extremamente luminosas, sendo de cor azulada) e B (estrelas muito luminosas e azuis), e por um gás empoeirado e comprimido do qual estas estrelas se formam (Gallagher III; Sparke, 2007; Morison, 2008). As galáxias espirais são divididas em duas classes; as normais e as barradas, que compreendem um sistema bastante complexo: bojo, disco, braços espirais, barras e anéis. O bojo apresenta um perfil de brilho que em primeira aproximação pode ser bem descrito pelo perfil de de Vaucouleurs como

$$\mu_{bojo}(R) = \mu_e + 8.33 \left[ \left( \frac{R}{R_e} \right)^{\frac{1}{4}} - 1 \right], \quad (2.3)$$

enquanto o disco segue um perfil de brilho exponencial da forma

$$\mu_{disco}(R) = \mu_0 + 1.09 \left( \frac{R}{h_r} \right), \quad (2.4)$$

onde,  $\mu_e$  é o brilho superficial no raio efetivo  $R_e$  e  $\mu_0$  e  $h_r$  denotam o brilho superficial central e a escala de comprimento do disco (Schneider, 2006), respectivamente. É importante destacar que estas distribuições estão expressas em termos de brilho superficial<sup>8</sup> como

$$\mu \propto -2.5 \log(I), \quad (2.5)$$

medida em  $mag/arcsec^2$  (magnitude por arco segundo ao quadrado).

As espirais normais compreendem um centro de condensação brilhante localizado no centro de um disco fino que apresenta sinais de formação estelar recente (regiões de hidrogênio ionizado (HII)) contendo braços espirais de luminosidade reforçada, enquanto as barradas apresentam uma barra de onde surgem os braços espirais contendo frequentemente uma faixa escura produzida pela absorção da luz pela poeira (Binney; Merrifield, 1998). Dentro de cada classe das espirais, desde as *early-type* até às *late-type*, a sequência é classificada de acordo com a observação de três critérios:

- a importância relativa entre o bojo central luminoso e o disco na produção global de luz da galáxia. A razão de luminosidade ( $L_{bojo}/L_{disco}$ ) se mostra decrescente na sequência Sa-Sb-Sc (Binney; Merrifield, 1998; Schneider, 2006; Buta, 2013);
- o grau de abertura dos braços espirais, se mostrando crescente na sequência Sa-Sb-Sc (Binney; Merrifield, 1998; Schneider, 2006; Morison, 2008; Buta, 2013);

<sup>8</sup>O brilho superficial é muito útil no estudo de objetos extensos, como galáxias, e tem como objetivo medir o fluxo de luz por unidade de área projetada no plano do céu.

- o grau de resolução dos braços espirais resolvidas em estrelas, ou seja, uma estrutura de brilho crescente ao longo dos braços espirais onde as Sa demonstram uma suave distribuição de estrelas, ao passo que as Sc demonstram uma distribuição de luz resolvida em pontos brilhantes de estrelas e regiões de HII (Binney; Merrifield, 1998; Schneider, 2006; Buta, 2013).

Estes três critérios foram originalmente aplicados por Hubble (1926), Hubble (1936) e são muito usados por se verificar que existe correlação suficiente entre os três parâmetros, no sentido de que as galáxias que apresentam bojos centrais visíveis tendem a apresentar braços espirais enrolados que não são altamente resolvidos em estrelas (veja Figura 2.5) (Binney; Merrifield, 1998). As galáxias do tipo Sa, por exemplo, tendem a ter bojos significantes com braços espirais suaves e bem enrolados, enquanto as do tipo Sab, um tipo intermediário, são similares às Sa com a diferença de apresentar uma resolução mais óbvia dos braços espirais. As espirais Sb apresentam uma boa resolução dos braços espirais que são mais abertos e um bojo central menor que os tipos Sab, enquanto os tipos Sbc, também intermediários, mostram braços espirais mais abertos com considerável resolução e bojos geralmente significativos. Nas espirais Sc, os bojos tendem a ser muito pequenos com braços espirais abertos e diferentes, enquanto para as Scd, tendem a não apresentar uma estrutura definida de bojo com braços espirais irregulares. A espiral do tipo Sd, inserida por de Vaucouleurs (1959) e classificada como espirais *late-type* extremas (Buta, 2013), se mostram quase que completamente sem bojo e com uma estrutura de braços espirais mal definida. Outros tipos de espirais *late-type* extremas inseridas por de Vaucouleurs (1959) foram os estágios Sdm e Sm, galáxias que ocupam os últimos lugares na morfologia das espirais totalmente assimétricas (Buta, 2013). As galáxias Sm são geralmente caracterizadas por praticamente não apresentar bojo e só possuir um único braço espiral, já as galáxias Sdm são similares embora possam apresentar um segundo braço espiral fraco e curto (de Vaucouleurs; Freeman, 1972; Odewahn, 1991). Se uma barra estiver presente nessas galáxias, será observado que elas não se localizam no centro do disco, como é observado nas espirais barradas *early-type*, e o braço espiral surge ao final da barra (Figura 2.6). Esta configuração foi notada por Freeman (1975), que atribuiu essa característica à distribuição assimétrica de massa das espirais Magelânicas barradas.

Quanto à aparência dos braços espirais, Elmegreen e Elmegreen (1987) sugeriram 3 tipos básicos de espirais (Figura 2.7):

- as *Grand Design*: com braços espirais simétricos e bem desenvolvidos;
- as floclentas: com numerosos braços pequenos e assimétricos;
- e as com braços múltiplos, com características intermediárias entre as *grand design* e as floclentas.



Figura 2.6: Exemplos de galáxias espirais Magelânicas barradas, da esquerda para a direita estão as galáxias NGC4618 do tipo SB(rs)m e NGC4027 do tipo SB(s)dm. Fonte: <http://cseligman.com>

As galáxias espirais mostram normalmente um contraste de cor significativo entre o núcleo central e os braços espirais. O núcleo das espirais costumam apresentar um tom que vai do amarelo para o laranja indicando uma população estelar velha, enquanto os braços espirais são azulados indicando que há muitas estrelas azuis jovens. Ao se avaliar o comportamento das cores entre as espirais normais e barradas, de [Vaucouleurs \(1961\)](#) encontrou a cor média integrada de cada umas delas em um dado estágio da sequência de [Hubble \(1936\)](#), concluindo que não havia diferença significativa entre as duas classes. Isto significava dizer que não havia profundas diferenças da população estelar entre as espirais normais e as espirais barradas. Outra característica das espirais que também passou por estudos foi o ângulo de abertura dos braços espirais de galáxias selecionadas por [Kennicutt Jr. \(1981\)](#), e por [Sandage e Tammann \(1981\)](#) na revisão da sequência de [Hubble \(1936\)](#). Nestas galáxias selecionadas se verificou que não havia diferença significativa do ângulo de abertura do braço espiral entre as espirais normais e as espirais barradas da sequência de [Hubble \(1936\)](#), se estendendo também para as espirais de campo e para as espirais no aglomerado de Virgem. As únicas classes que apresentavam uma diferença relativamente grande da abertura dos braços espirais foram as galáxias Sc e SBc e, esta característica foi atribuída à diferença de luminosidade entre as galáxias ([van den Bergh, 1998](#)).



Figura 2.7: Exemplos de galáxias espirais barradas, da esquerda para a direita estão as galáxias *grand design* M81, flocculenta NGC7793 e a intermediária NGC6946 logo abaixo. Fonte: <http://apod.nasa.gov>

### 2.2.4 Galáxias Irregulares

As galáxias irregulares são objetos assimétricos inicialmente introduzidos por [Hubble \(1936\)](#) que a dividiu em duas classes: as irregulares Irr I, consideradas como objetos que não possuíam simetria ou braços espirais bem definidos, exibindo pontos brilhantes que continham estrelas das classes espectrais O e B e as irregulares Irr II, consideradas assimétricas com aparência bem suave ([Binney; Merrifield, 1998](#)). A característica comum entre as duas classes era a frequente exibição de faixas de poeira.

Uma classificação mais elaborada foi proposta por [de Vaucouleurs \(1959\)](#) ao revisar a sequência de [Hubble \(1936\)](#) estendendo a classificação ao adicionar as classes Sd, Sm e Im. A classe Sd sobrepõe a classe Sc de Hubble até certo ponto, contendo também alguns objetos mais extremos que foram classificados como Irr I por Hubble. O restante da classificação das Irr I ficou para as classes Sm e Im, onde a letra *m* significa "Magelânica" devido às Grandes Nuvens Magelânicas/Magalhães que é classificada como SBm. Para a classe Im, somente objetos muito irregulares como a Pequena Nuvem de Magalhães e a IC1613 são incluídos nesse estágio por de Vaucouleurs (Figura 2.8).



Figura 2.8: A primeira galáxia (da esquerda para a direita) é classificada como uma irregular anã do tipo IB(s)m e de referência IC1613, enquanto a segunda galáxia irregular é a Pequena Nuvem de Magalhães de referência NGC292. Fonte: <http://cseligman.com>.

As galáxias irregulares Magelânicas representam o último estágio da sequência proposta por [de Vaucouleurs \(1959\)](#) na revisão da sequência de [Hubble \(1936\)](#) e são importantes por apresentarem fortes características de formação estelar. As irregulares são semelhantes às espirais pelo fato de ambas apresentarem estrelas velhas e jovens em suas estruturas, bem como poeira, atômica, molecular e gás ionizado, se diferenciando pela ausência de uma estrutura espiral, característica que pode desencadear a formação de estrelas ([Hunter, 1997](#)). Dessa maneira, as galáxias irregulares são úteis laboratórios de estudo para se entender como ocorre a formação de estrelas na ausência de braços espirais.

Embora as galáxias irregulares sejam largamente caracterizadas pela ausência de uma estrutura bem organizada, como braços espirais, algumas delas não são tão desorganizadas apresentando uma estrutura bem diferente das demais (veja Figura 2.9).



Figura 2.9: Galáxias irregulares (da esquerda para a direita) NGC5253 e NGC1705. Fontes: [www.astrosurf.com/](http://www.astrosurf.com/) [apod.nasa.gov](http://apod.nasa.gov).

A galáxia NGC5253 apresentada na Figura 2.9, por exemplo, se assemelha a uma galáxia S0 inclinada, mesmo sem apresentar um bojo no centro e lentes óbvias. Ao contrário disso, a região central é uma zona irregular de formação estelar ativa e foi interpretada por [van den Bergh \(1980\)](#) como "evidência fóssil" para uma explosão de formação estelar, característica possivelmente desencadeada por uma interação com a sua vizinha M83. Este é o caso onde de Vaucouleurs insere em sua classificação a classe I0, considerada razoável, onde a galáxia NGC5253 é uma irregular Magelânica *early-type* com intensa e contínua formação estelar central, sendo provavelmente a mais recente e a mais próxima conhecida ([Vanzi; Sauvage, 2004](#)). Outra galáxia apresentada na Figura 2.9 é a NGC1705, que se destaca por apresentar um super aglomerado de estrelas próximo ao centro e visíveis filamentos peculiares. A galáxia NGC1705 foi classificada como uma anã compacta azul por [Gil de Paz, Madore e Pevunova \(2003\)](#) e ambas foram classificadas como galáxias Amorfas por [Sandage e Bedke \(1994\)](#).

## 2.3 Cor das Galáxias

Para se determinar a cor de uma galáxia, é necessário se conhecer a sua magnitude aparente em pelo menos duas bandas fotométricas. A magnitude aparente mede a densidade de fluxo de energia proveniente da galáxia e pode ser calculada como

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \left( \frac{f_1}{f_2} \right), \quad (2.6)$$

onde  $f_1$  e  $f_2$  representam o fluxo originário das galáxias de luminosidade  $L$  observada a uma distância  $d$ , e podem ser obtidas por meio da expressão

$$f = \frac{L}{4\pi d^2}. \quad (2.7)$$

As bandas fotométricas representam um conjunto de filtros que permitem o estudo da intensidade relativa das galáxias em diferentes comprimentos de onda, com isso, se observa que para cada filtro, a galáxia irá apresentar uma magnitude diferente.

Ao se realizar a diferença entre dois valores de magnitude medidas em duas bandas diferentes, se pode determinar o que se chama de **Cor** ou **Índice de Cor** de uma galáxia. Como pode ser observado na equação 2.6, a cor mede a razão entre os fluxos nas duas bandas, onde a que possui comprimento de onda menor vem antes. Se considerarmos dois filtros distintos, B e V, onde a banda B é o espectro azul (do inglês: *Blue*) e V é o espectro visível ou espectro óptico, podemos reescrever a equação 2.6 como

$$(B - V) = m_B - m_V \propto -2.5 \log \left( \frac{f_B}{f_V} \right), \quad (2.8)$$

com  $m_B$  e  $m_V$  sendo a magnitude aparente e  $f_B$  e  $f_V$  sendo os fluxos na banda azul e visível respectivamente. O fluxo para uma certa banda fotométrica será dado por

$$f = \int_0^\infty f_\lambda S_\lambda d\lambda, \quad (2.9)$$

e ao substituir na equação 2.8, teremos

$$(B - V) = m_B - m_V \propto -2.5 \log \left( \frac{\int_0^\infty f_\lambda S_\lambda(B) d\lambda}{\int_0^\infty f_\lambda S_\lambda(V) d\lambda} \right), \quad (2.10)$$

com  $S_\lambda$  sendo a função de resposta do filtro que dá a sensibilidade resultante no detector em função do comprimento de onda  $\lambda$ , levando em conta os efeitos da atmosfera, telescópio e detector (Binney; Merrifield, 1998).

**A luz integrada de uma galáxia carrega com ela informações sobre o histórico de formação estelar (Bruzual; Charlot, 2003), a temperatura estelar e composição química (Binney; Merrifield, 1998).** As populações estelares de diferentes idades e metalicidades nas galáxias hospedeiras afetam a forma do espectro observado (Bruzual; Charlot, 2003), onde velhas populações resultam em um espectro avermelhado, enquanto a maioria da luz azul representa jovens populações de estrelas provenientes da sequência principal (Figura 2.10) (Maraston, 1998). Os efeitos da idade e metalicidade sobre as cores de galáxias de bandas fotométricas largas são um pouco degeneradas (Maraston, 2005; Renzini, 2006).

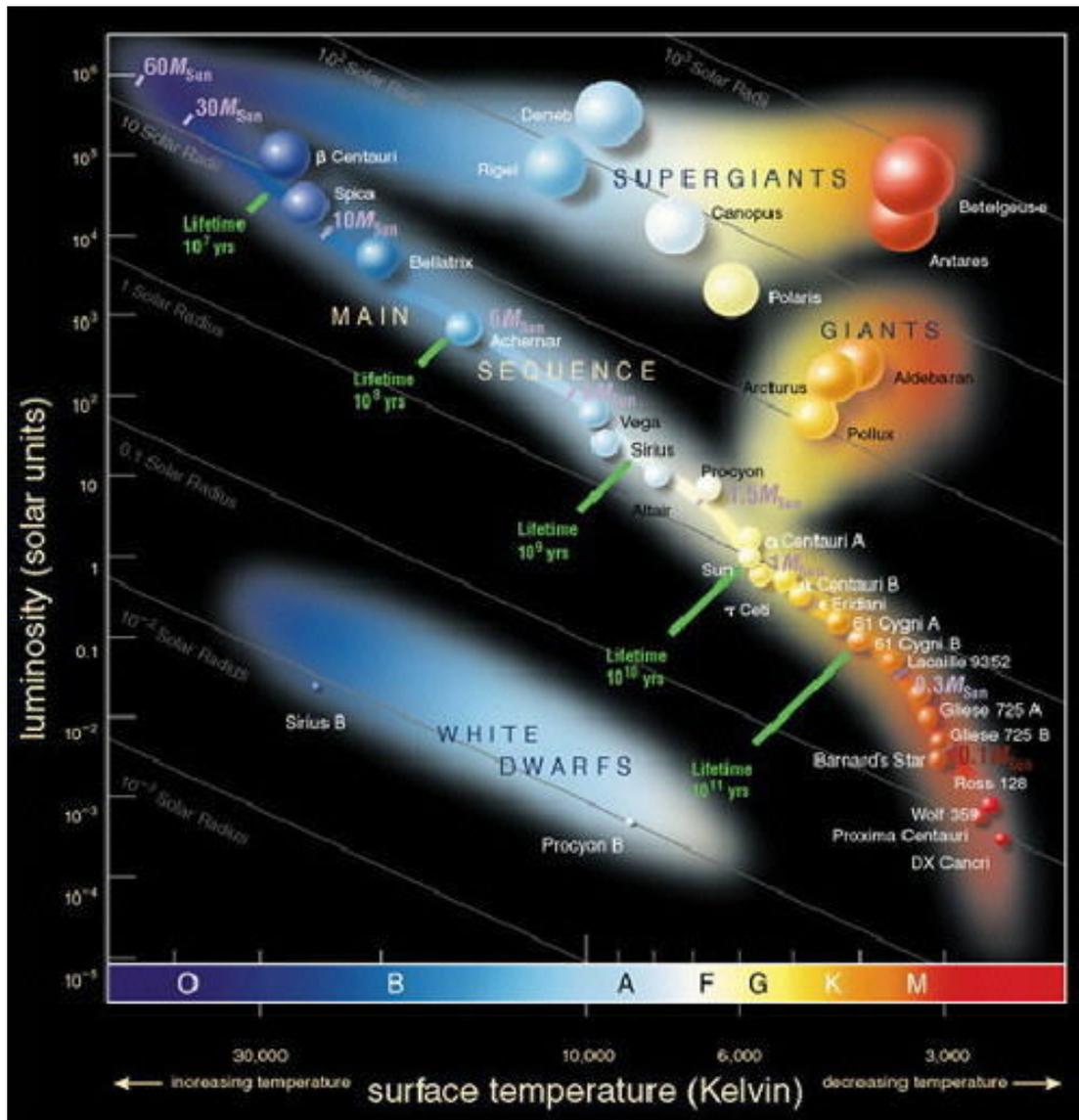


Figura 2.10: Diagrama de Hertzsprung-Russell representando a distribuição de estrelas onde relaciona a luminosidade em unidades solares (eixo vertical) com a temperatura em Kelvin ou classe espectral [O,B,A,F,G,K,M] (eixo horizontal). A maioria das estrelas se encontram em uma linha diagonal quase reta que vai desde as fracas e vermelhas até as brilhantes e azuis. Nesta região as estrelas geram luz e calor proveniente da queima de hidrogênio em hélio através da fusão nuclear em seu núcleo. Fonte: <http://www.universetoday.com>.

A cor das galáxias assim como a morfologia tem um comportamento bimodal, sugerindo que existem pelo menos duas populações de galáxias observadas com diferentes histórias evolutivas (Strateva et al., 2001; Baldry et al., 2004). A existência de uma correlação geral entre o tipo morfológico e a cor tem sido evidente, onde as galáxias *early-type* tem tendência a se mostrarem bem vermelhas enquanto as galáxias espirais tem a tendência de ser mais azul (Strateva et al., 2001; Melnyk; Dobrycheva; Vavilova, 2012). Esta conexão, entre a estrutura morfológica e a cor das galáxias tem sido colocada atualmente de uma maneira muito mais clara (Strateva et al., 2001; Driver et al., 2006). Dada a simplicidade em se medir a cor do

referencial de repouso da galáxia, isto se tornou uma quantidade popular com a qual se definem as populações de galáxias para estudo. Devido a esta clara correlação, tornou-se uma prática comum para estudos que utilizam uma cor para discutir seus resultados em termos morfológicos: referente às galáxias vermelhas como *early-type* e galáxias azuis como *late-type*.

## 2.4 Distribuição das Galáxias no Espaço

As galáxias não estão distribuídas uniformemente no espaço, porém, mostram uma grande tendência a se reunir em ambientes definidos como grupos ou aglomerados de galáxias (Boissé et al., 1995; Jones; Lambourne, 2004; Schneider, 2006). Cerca de metade das galáxias no Universo são encontradas em grupos que tipicamente são compostos por algumas dezenas de galáxias e aglomerados que são formados por milhares e milhares de galáxias (Morison, 2008). A Via Láctea, por exemplo, é uma galáxia membro de um grupo de galáxias chamado Grupo Local, região do Universo de alta densidade que contém  $\sim 40$  galáxias dentro de um espaço de  $\sim 3 \times 10^6$  anos-luz de diâmetro ( $1 \text{ ano-luz} \cong 9,46 \times 10^{12} \text{ km}$ ) (Schneider, 2006; Morison, 2008).

A fração de galáxias massivas em aglomerados é muito maior que a fração de pequenas galáxias, e o oposto a isso é verdade para outro ambiente definido como galáxias de campo. As galáxias de campo se encontram isoladas, com vizinhos distantes, ou seja, gravitacionalmente sozinhas. Neste ambiente, pequenas galáxias tem taxa de formação estelar maior do que em massivas galáxias, mas em aglomerados ambas pequenas e massivas galáxias mostram grande redução nas taxas de formação estelar, sendo ainda maior nas pequenas galáxias (Wetzel et al., 2013). As taxas de formação estelar seguem um critério estabelecido a partir de uma massa estelar característica de valor  $\sim 3 \times 10^{10} M_{\odot}$  ( $M_{\odot}$  = massa solar). As galáxias que apresentam massa estelar inferior possuem alta taxa de formação estelar, baixa densidade superficial, grande quantidade de gás, concentrações típicas de sistemas de discos ou espirais e populações de estrelas jovens ou azuis com algumas ainda apresentando o histórico recente de explosões estelares. As galáxias que apresentam valores superiores a essa massa estelar possuem baixa taxa de formação estelar, alta densidade superficial, pouca quantidade de gás, concentração típica de bojos ou elípticas e uma população de estrelas velhas ou vermelhas (Kauffmann et al., 2004; Kannappan, 2004).

Os aglomerados de galáxias se destacam por apresentarem as mais massivas e ricas estruturas gravitacionalmente limitadas do Universo com uma densidade muito maior que a de grupos (Gallagher III; Sparke, 2007), características atribuídas pela concentração espacial das galáxias observadas. Estas regiões de alta densidade apresentam muitas colisões de gases aquecidos com uma grande quantidade de galáxias que se deslocam de

encontro a outras gerando a fusão entre elas e produzindo galáxias elípticas que dominam esse ambiente em número (Gallagher III; Sparke, 2007; Morison, 2008). As galáxias de campo compreendem regiões de baixa densidade, onde a maioria das galáxias estão isoladas, deste modo, se torna extremamente raro a fusão entre galáxias que dominam a população de galáxias de campo.

A distinção entre grupos e aglomerados é feita ao se observar o número de membros que cada ambiente contém, dessa maneira, se o número de membros é  $N \lesssim 50$  dentro de um espaço de diâmetro  $D \lesssim 1.5h^{-1}Mpc$ , então o ambiente será chamado de grupo de galáxias, porém, se o número de membros e o diâmetro são maiores, teremos um aglomerado de galáxias. Além dessa característica, se observa também que massivos aglomerados apresentam valores típicos de massa  $M \gtrsim 3 \times 10^{14}M_{\odot}$ , enquanto os grupos, valores menores que  $\sim 10^{14}M_{\odot}$  (Schneider, 2006; Gallagher III; Sparke, 2007; Morison, 2008). Como já foi citado anteriormente, as galáxias do tipo E são predominantes em aglomerados, porém, se observa também que as galáxias do tipo S0 estão presentes, além da galáxia cD que se encontra normalmente no centro de grande aglomerados. Já para os grupos de galáxias, os habitantes mais comuns são as S e Irr.

Atualmente os aglomerados de galáxias tem um papel muito importante na cosmologia observacional sendo considerados inigualáveis laboratórios para investigação da complexa física de formação das estruturas, onde mais de 80% de sua massa total ( $10^{12}M_{\odot} \lesssim M \lesssim 10^{15}M_{\odot}$ ) está contida sob a forma de matéria escura que pode ser, atualmente, detectada apenas indiretamente. Os 20% de massa restante é composta por bárions, dos quais mais de 85% estão contidos no Médio Intra-Aglomerado (*Intracluster Medium* = ICM), um gás intergaláctico quente ( $T > 10^7 K$ ) e difuso que irradia principalmente na faixa do raio-X (Schneider, 2006; Gallagher III; Sparke, 2007; Ettori et al., 2013). Deste modo, as observações nessa faixa são muito importantes para o estudo deste componente bariônico. Os aglomerados são as estruturas do Universo mais massivos, como mencionado anteriormente, e, portanto, se destacam por apresentar os picos de densidade mais notáveis da estrutura em larga escala do Universo, nos levando a observar uma direta relação entre sua evolução cosmológica e o crescimento das estruturas cósmicas. Devido a alta densidade de galáxias, aglomerados e grupos são ambientes ideais para o estudo de interações entre galáxias e seus efeitos sobre a população mostrando o impacto que a densidade local tem na morfologia e evolução das galáxias (Wetzel; Tinker; Conroy, 2012; Pointecouteau et al., 2013).

## Função de Luminosidade

### 3.1 Introdução

A função de luminosidade de galáxias é uma medida fundamental das propriedades físicas e evolutivas das galáxias. Esta ferramenta restringe teorias da sua formação e evolução (Patel et al., 2013) e, é necessária para muitas outras medidas tais como: a densidade de luminosidade no universo, a função de seleção de amostras de galáxias com magnitude limitada, número de objetos absorvedores versus *redshift* (ver Apêndice A) ou a conversão da função de correlação angular<sup>1</sup> observada (projetada) para a função de covariância espacial (tridimensional) (Schechter, 1976; Binggeli; Sandage; Tammann, 1988). Esta função fornece a densidade numérica de galáxias em função da luminosidade  $\phi(L)$  ou da magnitude absoluta  $\phi(M)$ , podendo ser determinada na forma diferencial, que fornece o número de galáxias por unidade de luminosidade ou magnitude, ou na forma integral que fornece o número de galáxias com luminosidade menor que uma luminosidade estabelecida (ou magnitude superior a uma dada magnitude). O estudo da distribuição de luminosidade (ou de magnitude absoluta) de objetos de uma determinada amostra pode ser aplicado em galáxias de campo, aglomerados de galáxias, grupos de galáxias ou simplesmente em tipos morfológicos isolados (galáxias espirais, elípticas, lenticulares, irregulares, etc.), bem como qualquer objeto luminoso.

As primeiras investigações sobre a forma da função de luminosidade foram apresentadas por Pannekoek (1923) no estudo de aglomerados e nuvens galácticas com a expressão analítica

$$\log A(m) = C - r(M - M_o)^2, \quad (3.1)$$

com  $M$  sendo a magnitude absoluta,  $C$ , uma constante e  $r$ , a distância e, por Wirtz (1926) no estudo da curva de luminosidade de nebulosas não-galácticas, porém, nenhum deles apresentou a forma da distribuição de luminosidade. Outras investigações também foram realizadas por Lundmark (1927) e Hubble e Humason (1931) que observaram uma distribuição Gaussiana para a função de luminosidade dos seus respectivos objetos de estudo. A função de luminosidade determinada por Hubble e Humason (1931) era uma distribuição Gaussiana de magnitudes absolutas para aglomerados de galáxias e uma curva assimétrica para galáxias isoladas, onde se observa uma distribuição bimodal apresentado duas populações, uma contendo 6 nebulosas com magnitudes *Holetschek*<sup>2</sup> e outra contendo

<sup>1</sup>A função de correlação angular mede a agregação de galáxias projetada através da comparação da distribuição de pares de galáxias em relação à de uma distribuição aleatória (Maller et al., 2005).

<sup>2</sup>Sistema de magnitude absoluta denotada como  $H_{10}$  e de equação  $H_{10} = m - 5 \log \Delta - 2.5 n \log r$ , com  $m$  como magnitude aparente,  $\Delta$  como distância geocêntrica e  $n$  com valor igual 4.0 (Hughes, 1983).

10 nebulosas com magnitudes fotográficas (ver Figura 3.1). Nesta última curva, os autores atribuíram o resultado obtido, pelo menos parcialmente, ao efeito de seleção.

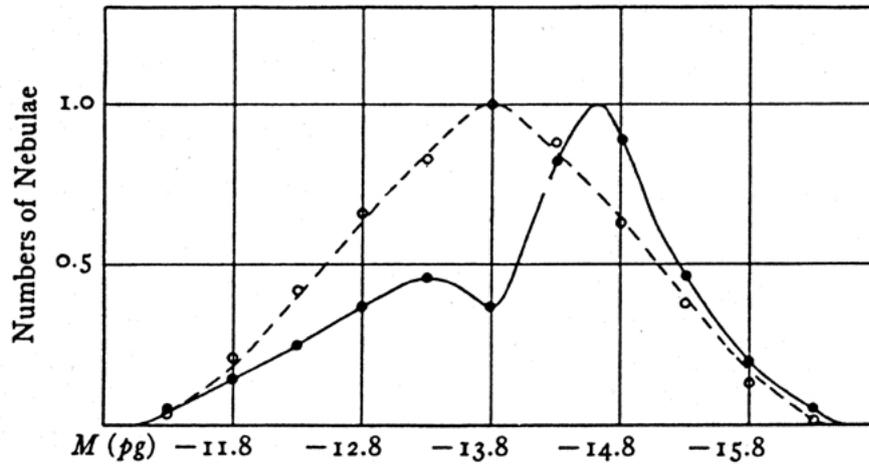


Figura 3.1: Função de Luminosidade apresentada por [Hubble e Humason \(1931\)](#). Os círculos vazios representam a distribuição de frequência de magnitudes fotográficas absolutas entre as nebulosas extragalácticas derivadas dos aglomerados e os círculos pretos representam a distribuição de frequência de magnitudes fotográficas absolutas de nebulosas isoladas.

A função de luminosidade foi também considerada Gaussiana por outros autores posteriores, como [Zwicky \(1927\)](#), que assumia que a função de luminosidade apresentava um máximo em uma determinada luminosidade e [Hubble \(1936a\)](#), [Hubble \(1936b\)](#), no estudo de nebulosas (galáxias) resolvidas, onde a sua luminosidade era determinada em termos de suas estrelas brilhantes, encontradas principalmente em regiões de **HII** (ver Figura 3.2), porém, mais tarde ele verificou que a curva característica da função de luminosidade não apresentava simetria à medida que observações de galáxias mais fracas se acumulavam. Seu estudo foi aplicado ao grupo local e em grandes aglomerados de galáxias, onde o número de galáxias  $N(M)dM$  no intervalo entre  $M$  e  $M + dM$  de magnitude absoluta fotográfica foi dado como ([Zwicky, 1957](#))

$$N(M) = \frac{e^{-\frac{(M-M_0)^2}{2\sigma^2}}}{\sqrt{2\pi\sigma}} = 0.47e^{-\frac{(M-M_0)}{1.45}}, \quad (3.2)$$

com  $M_0$  sendo a magnitude absoluta média.

Ao estudar 704 aglomerados de galáxias, [Zwicky \(1957\)](#) questiona o modelo proposto por [Hubble \(1936a\)](#), [Hubble \(1936b\)](#) e mostra que a função de luminosidade não possui um máximo e, que muito provavelmente ela cresce exponencialmente com o aumento da magnitude absoluta,  $M$ . Esta conclusão foi checada através do estudo da população de aglomerados em dependência de seu diâmetro aparente e o resultado foi uma função de

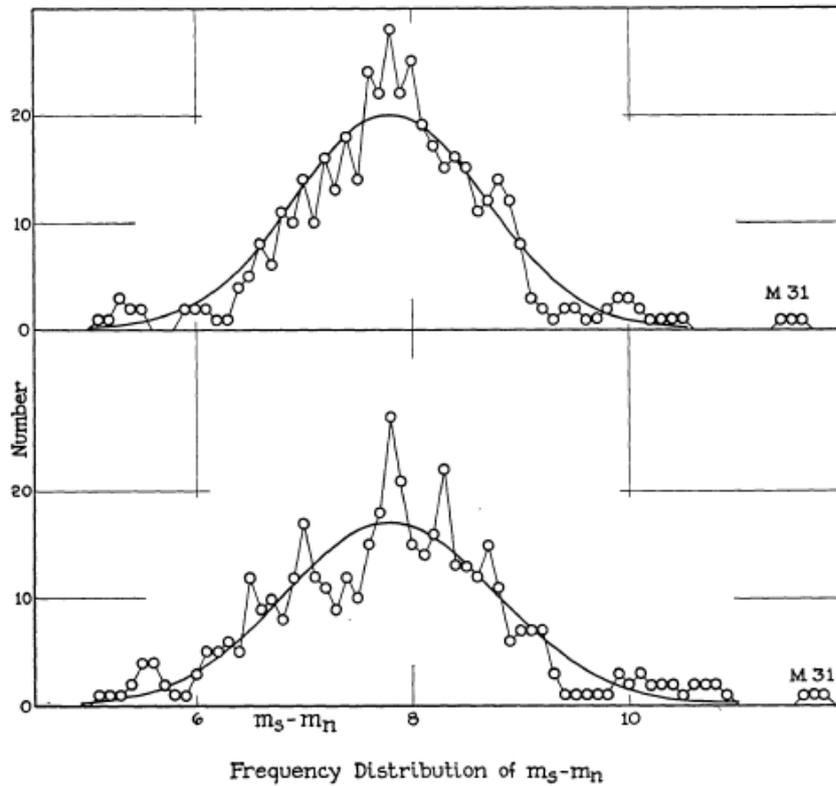


Figura 3.2: Curvas que apresentam a relação entre frequência e distribuição das diferenças observadas entre as magnitudes aparentes das nebulosas e suas estrelas brilhantes. Segundo gráfico: Dados corrigidos para tipos de nebulosas e para conteúdos estelares das nebulosas (Hubble, 1936a).

luminosidade diferencial média do tipo

$$N(M) = A \times 10^{(M-M_0)/5}, \quad (3.3)$$

com  $A$  sendo uma constante. A partir da expressão proposta, Zwicky (1957) apresenta a curva característica para a função de luminosidade diferencial média comparando seu modelo com o proposto por Hubble (1936a) e por Holmberg (1950) que determinou a função de luminosidade a partir da análise de 28 galáxias no Grupo Local e em grupos em volta das galáxias espirais  $M81$  e  $M101$ , como pode ser observado na figura 3.3.

Kiang (1961) também deu sua contribuição ao investigar a função de luminosidade aplicada a galáxias de campo e aglomerados, onde argumentou que a discrepância entre os ajustes de Hubble (1936a) e Zwicky (1957) eram provenientes de efeitos de seleção na amostra de Hubble, criando um *bias* ou viés<sup>3</sup> que diminuía a contagem das galáxias de luminosidade mais baixa. Diante disso, ele propõe um modelo considerado consistente,

<sup>3</sup>Define-se *bias* ou viés como um erro sistemático que pode influenciar os resultados de um estudo, levando a estimativas incorretas ou tendenciosas.

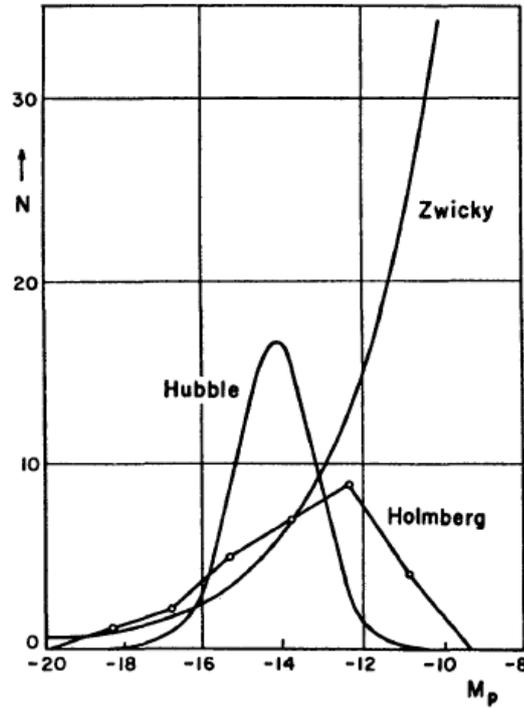


Figura 3.3: Curva da função de luminosidade apresentada por Zwicky (1957), onde o eixo da abcissa representa os valores de magnitude absoluta,  $M_p$  e o eixo das ordenadas representa o número de galáxias por intervalo de 1.5 mag.

onde a função de luminosidade varia segundo uma lei de potência

$$\phi(M) = ax^3, \tag{3.4}$$

para a porção mais luminosa de sua amostra obedecendo o intervalo  $0 < x < 2.5$ , e uma exponencial

$$\phi(M) = a10^{0.2x} \left( \frac{2.5^3}{10^{0.5}} \right), \tag{3.5}$$

para a porção menos luminosa de sua amostra obedecendo o intervalo  $2.5 < x < 8$ , com  $x$  sendo a magnitude obtida por meio da expressão

$$x = M - M_0 \tag{3.6}$$

onde  $M_0$  é a magnitude limite dada por

$$M_0 = -22 - 5\log h, \tag{3.7}$$

e  $a$ , é uma constante ajustável que teve seu valor determinado por Kiang (1961) como sendo  $10^{-2.94} Mpc^{-3} mag^{-1}$ .

Outra contribuição no estudo da função de luminosidade que se mostrava razoavel-

mente em acordo com a proposta de Zwicky (1957) foi apresentada por Abell (1965) que propôs duas expressões ao investigar aglomerados de galáxias, que foram levantadas ao se avaliar o lado brilhante (*bright end*) da função de luminosidade de milhares de aglomerados ricos<sup>4</sup>, determinando que o número de galáxias  $N(\leq m)$  mais brilhantes que uma dada magnitude aparente  $m$  pode ser representada por:

$$\log N(\leq m) = \begin{cases} K_1 + s_1 m & \text{para } m < m^* \\ K_2 + s_2 m & \text{para } m \geq m^* \end{cases}, \quad (3.8)$$

com  $K_1, K_2, s_1$  e  $s_2$  definidas como constantes que variam de aglomerados para aglomerados. A função de luminosidade melhor determinada para o aglomerado de Coma foi

$$\log N(\leq m) = \begin{cases} -9.198 + 0.78m & \text{para } m < 14.7 \\ 1.407 + 0.25m & \text{para } m \geq 14.7 \end{cases}, \quad (3.9)$$

onde Abell (1965) justifica as expressões apresentadas como fórmulas de interpolação sem qualquer modelo teórico como base, assim como todos os modelos citados anteriormente.

Segundo Binggeli, Sandage e Tammann (1988), os modelos propostos por Hubble (1936a), Hubble (1936b) e Zwicky (1957) eram corretos para o tipo de galáxia que cada um discutia e, as duas funções de luminosidade forneciam as primeiras evidências de que a função era diferente para diferentes tipos de galáxias. Os modelos propostos citados anteriormente caíram em desuso após a introdução da chamada função de Schechter (1976) que será discutida na seção 3.3.

## 3.2 Definição

A função de luminosidade de galáxias comumente denotada por  $\phi(L)$ , quando determinada em função da luminosidade ou  $\phi(M)$ , quando determinada em função da magnitude absoluta, é definida como o número de densidade espacial comóvel de galáxias no intervalo  $L$  a  $L + dL$  (Smith, 2012), ou seja, o número médio de galáxias por unidade de volume com luminosidade no intervalo  $L$  a  $L + dL$  (Peebles, 1993) e dado por

$$dn = \phi\left(\frac{L}{L^*}\right) d\left(\frac{L}{L^*}\right) \quad (3.10)$$

onde  $dn$  representa a densidade numérica de galáxias e  $L^*$  é a luminosidade característica que define a mudança entre dois comportamentos na curva da função de luminosidade; o lado correspondente às galáxias pouco brilhantes (*faint end*) e o lado correspondente às

<sup>4</sup>São assim definidos por apresentarem milhares de galáxias.

galáxias brilhantes (*bright end*). [Binggeli, Sandage e Tammann \(1988\)](#) também apresentaram uma definição considerada mais rigorosa onde se assumia a hipótese da magnitude não estar correlacionada com a sua posição espacial. Eles consideravam o número de densidade de galáxias  $\nu(M, r)$  em um dado volume  $dV$  em  $r$  com magnitude absoluta dentro do intervalo  $M$  a  $M + dM$  dado por

$$\nu(M, r)dMdV = \phi(M)D(r)dMdV, \quad (3.11)$$

com  $r$  representando a coordenada de posição das galáxias em  $(x, y, z)$  e  $D(r)$ , dando o número de galáxias por unidade de volume em  $r$  definida como função de densidade. Tanto a função de luminosidade  $\phi(M)$  como a função de densidade  $D(r)$  devem ser visualizadas como densidades de probabilidade onde, na prática, se permite representar e abordar as funções assumindo formas paramétricas ou não paramétricas ([Binggeli; Sandage; Tammann, 1988](#)). A quantidade  $\phi(M)dM$  é proporcional ao número de galáxias que tem magnitude absoluta entre  $M$  e  $M + dM$ . Convencionalmente, esta função é normalizada e definida como ([Binggeli; Sandage; Tammann, 1988](#); [Binney; Merrifield, 1998](#); [Schneider, 2006](#))

$$\nu = \int_{-\infty}^{+\infty} \phi(M)dM, \quad (3.12)$$

ou

$$\nu = \int_0^{+\infty} \phi(L)dL, \quad (3.13)$$

com luminosidade entre  $L$  e  $L + dL$ . As expressões [3.12](#) e [3.13](#) definem a densidade total de galáxias medida em número de galáxias por magnitude por  $Mpc^3$ . É importante notar que as definições apresentadas aqui por meio das expressões [3.12](#) e [3.13](#), embora usem a mesma simbologia, são matematicamente diferentes, ou seja, descrevem relações funcionais diferentes ([Schneider, 2006](#)).

A função de luminosidade de galáxias  $\phi(M)$  pode ser definida como universal, desde que sua expressão [3.11](#) permita trabalhar com uma grande porção do Universo ou com uma quantidade muito grande de amostras de galáxias. Segundo [Binggeli, Sandage e Tammann \(1988\)](#), isso não é possível e, portanto, só há aproximações. Embora exista a hipótese da magnitude não estar correlacionada com a sua posição espacial, se espera que na realidade, a função de luminosidade de alguma forma dependa da localização, ou melhor, do ambiente de onde foram coletadas as amostras de galáxias.

### 3.3 Função de Schechter

A função de [Schechter \(1976\)](#) surgiu como uma nova aproximação analítica para o estudo da função de luminosidade de galáxias. Esta aproximação surgiu a partir da teoria

da condensação gravitacional de galáxias, um modelo estocástico<sup>5</sup> auto similar<sup>6</sup> desenvolvido por Press e Schechter (1974) para descrever como as estruturas do Universo são construídas pelo processo de agrupamento no cenário hierárquico dominado por matéria escura fria (*Cold Dark Matter* ou *CDM*). Neste modelo é observado que o número de galáxias de massa  $\mathcal{M}$  mostra um corte exponencial em uma determinada massa característica  $\mathcal{M}^*$ . Considerando que a razão massa-luminosidade para galáxias não depende da massa, então a função de luminosidade irá exibir um corte exponencial além de alguma luminosidade característica  $L^*$ . A partir desses fundamentos, Schechter (1976) apresenta a aproximação analítica a ser investigada com a seguinte representação

$$\phi(L) = \phi^* \left( \frac{L}{L^*} \right)^\alpha \exp \left( -\frac{L}{L^*} \right) d \left( \frac{L}{L^*} \right) \quad (3.14)$$

onde  $\phi^*$  é o parâmetro de normalização medido em número de galáxias por  $Mpc^3$ ,  $L^*$  é o parâmetro denominado luminosidade característica já citado anteriormente e  $\alpha$  é o parâmetro adimensional que fornece a inclinação do *faint end* ( $L \ll L^*$ ) no plano  $(\log\phi, \log L)$ . É importante perceber, contudo, que os modelos propostos por Press e Schechter (1974) e Schechter (1976) não são equivalentes e descrevem processos físicos bem diferentes.

O parâmetro  $L^*$  foi primeiramente destacado por Abell (1962) quando representou a função de luminosidade integrada  $N(\geq L)$  no estudo de aglomerados de galáxias por duas leis de potência:

$$N(\geq L) = \begin{cases} N^* \left( \frac{L}{L_A^*} \right)^{\alpha+1} & \text{para } L < L_A^* \\ N^* \left( \frac{L}{L_A^*} \right)^{\beta+1} & \text{para } L > L_A^* \end{cases} \quad (3.15)$$

onde  $L_A^*$  é a luminosidade característica de Abell definida como a luminosidade onde a curva característica da função de luminosidade mostrava uma rápida mudança em sua inclinação logarítmica, portanto, Schechter adotou o parâmetro com o mesmo propósito.

A expressão analítica 3.14 se diferencia das propostas por Zwicky (1957), Kiang (1961), Abell (1962) e Abell (1965) pelo fato de apresentar dois comportamentos; um exponencial que caracteriza o lado das galáxias brilhantes (*bright end*) e uma lei de potência que contempla o lado das galáxias pouco brilhantes (*faint end*) (Figuras 3.4).

Como pode ser observado na figura 3.4(b), a expressão também pode ser expressa em função da magnitude absoluta. Considerando que um intervalo  $dL$  em luminosidade

<sup>5</sup>São aqueles que tem origem em processos não determinísticos, com origem em eventos aleatórios.

<sup>6</sup>Que é exatamente ou aproximadamente similar a uma parte de si mesmo, ou seja, o conjunto tem a mesma forma de uma ou mais partes.

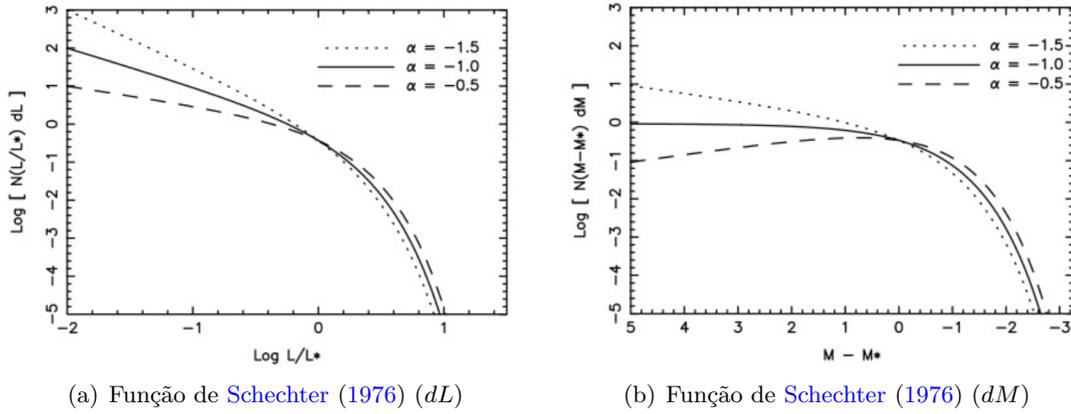


Figura 3.4: Exemplo do perfil da curva da função de luminosidade de Schechter (1976) demonstrando a variação do parâmetro  $\alpha$ .

corresponde a um intervalo  $dM$  em magnitude absoluta <sup>7</sup>, com

$$\frac{dL}{L} = -0.4 \ln 10 dM, \quad (3.17)$$

e usando

$$\phi(L)dL = \phi(M)dM, \quad (3.18)$$

como o número de galáxias nesses intervalos são os mesmos, se obtém que

$$\phi(M) = \phi(L) \left| \frac{dL}{dM} \right| = \phi(L) 0.4 \ln 10 L, \quad (3.19)$$

ao substituir a expressão 3.14, terá a seguinte representação

$$\phi(M) = 0.921 \phi^* 10^{0.4(\alpha+1)(M^*-M)} \times \exp(-10^{0.4(M^*-M)}), \quad (3.20)$$

que mostra como novo parâmetro a magnitude absoluta característica  $M^*$  que é equivalente à luminosidade característica  $L^*$  e também exhibe a rápida mudança na inclinação da função de luminosidade no plano  $(\log \phi, M)$ .

A função de Schechter ao longo dos tempos tem provado ser a parametrização mais popular para a função de luminosidade, e é largamente usada na literatura principalmente por sua simplicidade analítica em fornecer informações importantes no estudo da evolução das galáxias. Dentre essas informações está a densidade de luminosidade total que informa

<sup>7</sup>Norman Robert Pogson (1829–1891) definiu a expressão que relaciona o fluxo/luminosidade com a magnitude como sendo,

$$M_1 - M_2 = -2.5 \log \frac{L_1}{L_2}. \quad (3.16)$$

a luminosidade por unidade de volume (Schechter, 1976; Peebles, 1993; Schneider, 2006),

$$j = \int_0^{\infty} L\phi(L)dL \quad (3.21)$$

onde, ao substituir a expressão 3.14 e considerando  $x = \frac{L}{L^*}$ , se tem que

$$j = \phi^* L^* \int_0^{\infty} x^{1+\alpha} e^{-x} dx = \phi^* L^* \Gamma(2 + \alpha), \quad (3.22)$$

onde se pode observar que a expressão é finita para  $\alpha \geq -2$ <sup>8</sup> e sua integral é dominada por  $L \sim L^*$  quando  $\alpha \sim -1$ . Se a amostra de galáxias é decorrente de galáxias mais luminosas que uma determinada luminosidade  $L$ , então se tem o que chamamos de densidade de luminosidade média (Felten, 1985)

$$j(\geq L) = \phi^* L^* \int_x^{\infty} x^{1+\alpha} e^{-x} dx = \phi^* L^* \Gamma(2 + \alpha, \frac{L}{L^*}), \quad (3.24)$$

onde para  $L$  tendendo a zero, a função  $\Gamma(2 + \alpha, \frac{L}{L^*})$ <sup>9</sup> converge para valores de  $\alpha$  maiores que 2, tornando-se  $\Gamma(2 + \alpha)$  e, portanto, equivalente a expressão 3.22. Por meio da representação analítica de Schechter (1976) também se pode determinar o número de galáxias por unidade de volume mais brilhantes que uma determinada luminosidade  $L$  como,

$$N(\geq L) = \int_0^{\infty} \phi(L)dL = \phi^* \int_0^{\infty} x^\alpha e^{-x} dx = \phi^* \Gamma(1 + \alpha, \frac{L}{L^*}) \quad (3.26)$$

e que diverge para  $\alpha$  menor que  $-1$  e  $L \rightarrow 0$ .

Embora a função de Schechter seja uma boa representação da distribuição total de luminosidade, cada tipo morfológico de galáxia tem sua própria função de luminosidade, com cada função apresentando uma forma que desvia fortemente do modelo proposto. As galáxias espirais, por exemplo, apresentam uma distribuição em luminosidade relativamente estreita, enquanto que as elípticas apresentam uma distribuição muito mais larga, principalmente se levar em consideração a luminosidade de todos os membros da família, desde gigantes elípticas até às elípticas anãs. As galáxias elípticas dominam em grandes luminosidades, onde no *faint end* é dominada por elípticas anãs e irregulares. Também se observa que a função apresenta suas particularidades quando o estudo está relacionando ao ambiente, ou seja, a distribuição de luminosidade de aglomerados e grupos de galáxias são diferentes da distribuição de galáxias de campo (Figura 3.5) (Binggeli;

<sup>8</sup>A função gama é definida por

$$\Gamma(x) = \int_0^{\infty} t^{x-1} e^{-t} dt \quad (3.23)$$

e verifica que para um número inteiro e positivo  $n$ :  $\Gamma(n + 1) = n!$ .

<sup>9</sup>Função gama incompleta definida como

$$\Gamma(a, x) = \int_x^{\infty} t^{a-1} e^{-t} dt \quad (3.25)$$

Sandage; Tammann, 1988; Binney; Merrifield, 1998; Schneider, 2006).

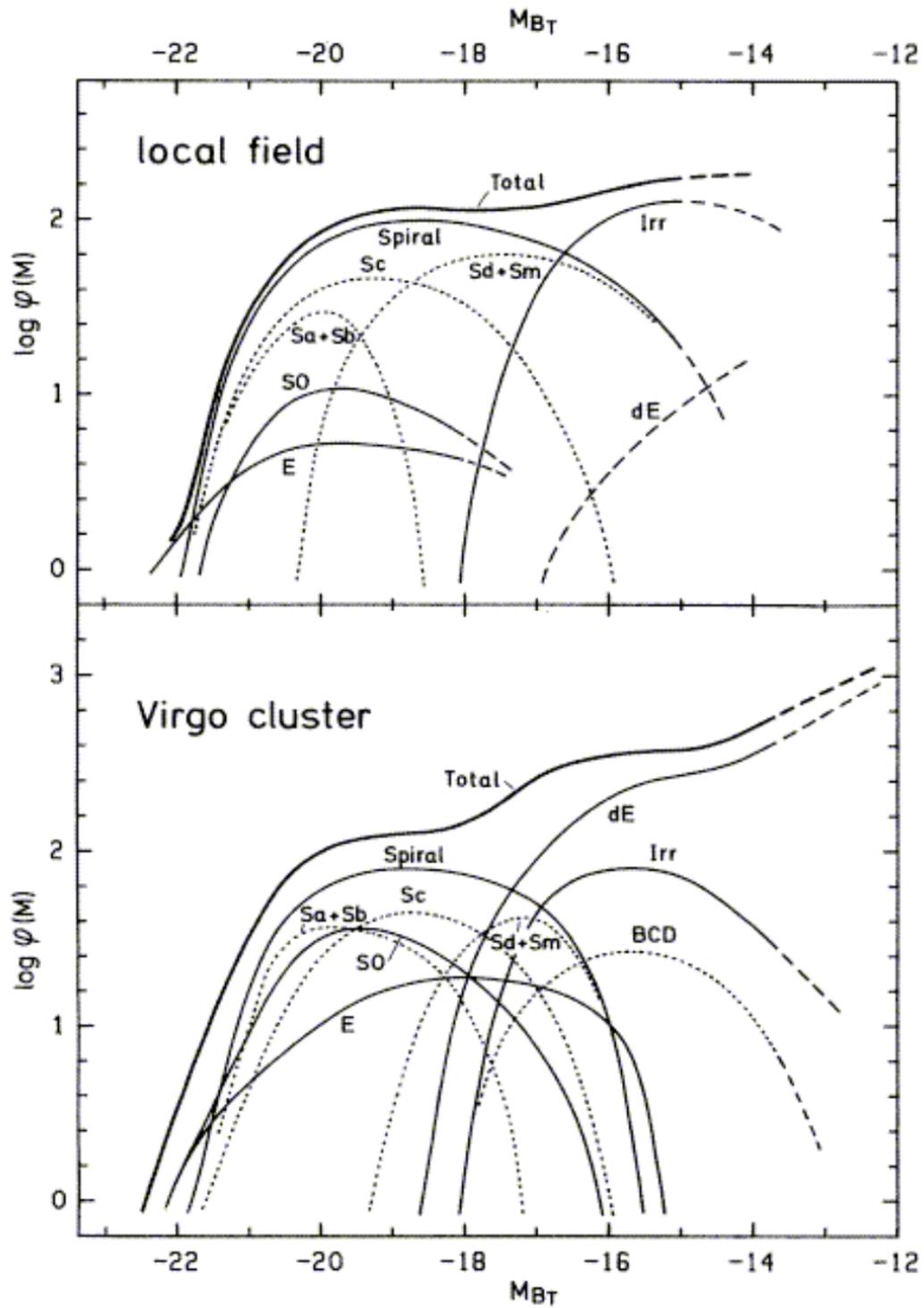


Figura 3.5: Função de Luminosidade para galáxias de campo (superior) e o aglomerado de Virgem (inferior) para diferentes tipos morfológicos de galáxias. A função de luminosidade destacada pelo nome total representa a soma da distribuição de luminosidade das funções individuais de todos os tipos de galáxias (Binggeli; Sandage; Tammann, 1988).

### 3.4 Função de Schechter com dupla lei de potência

É largamente reconhecido que a função de (Schechter, 1976) fornece um pobre ajuste para a função de luminosidade de galáxias quando as medidas são realizadas a base de grandes amostras em magnitudes (Blanton et al., 2005). Loveday (1997) ao determinar a função de luminosidade de galáxias anãs observou que o *faint end* apresentava uma inclinação um pouco mais acentuada que o comum, dessa maneira, ele sugeriu uma forma modificada da função de Schechter com uma lei de potência adicional no *faint end* com o propósito de obter um melhor ajuste, com a expressão sendo

$$\phi(L) = \phi^* \left( \frac{L}{L^*} \right)^\alpha \exp \left( -\frac{L}{L^*} \right) \left[ 1 + \left( \frac{L}{L_t} \right)^\beta \right]. \quad (3.27)$$

Nesta expressão se observa que a função de Schechter é multiplicada pelo fator  $[1 + (L/L_t)^\beta]$ , com  $L_t < L^*$  sendo a luminosidade de transição entre as duas leis de potência de inclinação  $\alpha$  ( $L \ll L_t$ ) e  $\alpha + \beta$  ( $L \gg L_t$ ) (Loveday et al., 2012), onde  $\beta$  é a lei de potência que representa a inclinação do lado muito fraco (*very faint end*) (Loveday, 1997). Nesta forma modificada da função, Loveday afirma que a escolha não tinha nenhuma interpretação física mas, somente uma maneira conveniente de modelar o  $\phi(L)$  observado sobre uma grande amostra de luminosidade e para estimar a inclinação do *faint end*.

Se nota que a função de Schechter com dupla lei de potência pode ser reescrita como uma soma de duas expressões (Blanton et al., 2005; Baldry; Glazebrook; Driver, 2008), um fato que pode ser útil ao integrar a função de luminosidade (Loveday et al., 2012). Uma expressão similar foi apresentada por Blanton et al. (2005), porém, em termos de magnitude absoluta e com dois parâmetros de normalização, como segue:

$$\begin{aligned} \phi(M) = & 0.921 \left[ \phi_1^* 10^{0.4(\alpha_1+1)(M^*-M)} + \phi_2^* 10^{0.4(\alpha_2+1)(M^*-M)} \right] \\ & \times \exp \left( -10^{0.4(M^*-M)} \right), \end{aligned} \quad (3.28)$$

sendo o mesmo modelo utilizado e brevemente descrito por Zaninetti (2010), em termos de luminosidade, que justificou sua aplicação com o propósito de ajustar a dados de galáxias de luminosidades extremamente baixas, chamando de dupla função de Schechter com cinco parâmetros,

$$\phi(L) = \exp \left( \frac{L}{L^*} \right) \left[ \phi_1^* \left( \frac{L}{L^*} \right)^{\alpha_1} + \phi_2^* \left( \frac{L}{L^*} \right)^{\alpha_2} \right] d \frac{L}{L^*}, \quad (3.29)$$

onde, tanto para expressão 3.28 como para a expressão 3.29, os parâmetros  $\phi^*$  e  $\alpha$  que caracterizam a função de Schechter foram dobrados em  $\phi_1^*$ ,  $\phi_2^*$  e  $\alpha_1$ ,  $\alpha_2$ .

### 3.5 Função de Alcaniz e Lima (2004)

A função de luminosidade é uma ferramenta que ao longo dos anos sofreu várias mudanças, com o propósito de se obter a sua melhor forma, como foi discutido nas seções 3.1 e 3.3. Dentre todos os modelos apresentados, a que ganhou destaque foi a forma analítica proposta por Schechter (1976) que ficou conhecida como função de Schechter ou função de luminosidade geral de Schechter. Esta função, como pode ser observada na equação 3.14, apresenta dois comportamentos; um exponencial que caracteriza o *bright end* e a lei de potência que caracteriza o *faint end*, porém, embora seja o modelo mais aceito, a forma proposta não é perfeita (Blanton et al., 2003a).

Pensando em um novo modelo, Alcaniz e Lima (2004) propuseram uma expressão que permite determinar a distribuição de luminosidade usando o produto de duas leis de potência, como pode ser observado

$$\phi(L)dL = \phi^* \left( \frac{L}{L^*} \right)^\alpha \left[ 1 - (\eta - 1) \frac{L}{L^*} \right]^{\frac{1}{\eta-1}} d \left( \frac{L}{L^*} \right), \quad (3.30)$$

que segue diretamente da identidade  $\lim_{d \rightarrow 0} (1 + dy)^{\frac{1}{d}} = e^y$  (Abramowitz; Stegun, 1972) e apresenta um novo parâmetro adimensional e ajustável  $\eta$ . A expressão 3.30, foi considerada a nova função de luminosidade para qualquer valor de  $\eta \neq 1$ , enquanto que para valores de  $\eta > 1$  foi encontrado um valor máximo de luminosidade como

$$L_{max} = \frac{L^*}{\eta - 1}, \quad (3.31)$$

onde se observou que o limite na luminosidade implicava em uma redução no *bright end*, mais rápida que na função de Schechter. Em complemento a análise do valor de  $\eta$ , eles também observaram que para  $\eta \leq 1$ , que inclui a função de Schechter quando  $\eta = 1$ , o limite em luminosidade estava ausente. Foi notado também que para baixas luminosidades ( $L \ll L^*$ ) a nova função e a função de Schechter tem o mesmo comportamento no *faint end*, significando então que o novo parâmetro adimensional proposto opera no ajuste do *bright end*, o que não é feito pela função de Schechter. Deste modo, a expressão proposta por Alcaniz e Lima (2004) tem a vantagem de se trabalhar com dois parâmetros livres ( $\alpha$  e  $\eta$ ) a fim de se conseguir o melhor ajuste dos dados.

Como os dados disponíveis e mais populares na literatura é a magnitude, a nova expressão proposta pode ser reescrita em função da magnitude absoluta como

$$\phi(M)dM = 0.921\phi^*10^{0.4(M^*-M)(\alpha+1)} \times \left[ 1 - (\eta - 1)10^{0.4(M^*-M)} \right]^{\frac{1}{\eta-1}} dM \quad (3.32)$$

onde o termo  $\frac{L}{L^*}$  na expressão 3.30 segue a relação

$$\frac{L}{L^*} = 10^{0.4(M^* - M)}. \quad (3.33)$$

A mesma expressão também foi apresentada por Balaguera-Antolínez et al. (2011) que a definiu como função de Schechter estendida, representada por

$$\phi(L)dL = n_0 \left( \frac{L}{L^*} \right)^\alpha e_q(x) \frac{dL}{L^*}, \quad (3.34)$$

onde, diferente de Alcaniz e Lima (2004) sua expressão foi originada usando a função q exponencial  $e_q(x)$  (Tsallis, 2009), definida como

$$e_q(x) \equiv \begin{cases} e^x & q = 1 \\ 1 + x(1 - q)^{\frac{1}{1-q}} & q \neq 1 \end{cases} \quad (3.35)$$

Segundo Balaguera-Antolínez et al. (2011) esta parametrização forneceu uma melhor descrição do *bright end* da função de luminosidade no raio-X, estando de acordo com a mesma conclusão de Alcaniz e Lima (2004).

Além da nova função, Alcaniz e Lima (2004) também apresentaram as expressões para se determinar a luminosidade média por unidade de volume, onde observaram que para valores de  $\eta \geq 1$  e  $\eta \leq 1$  se teria respectivamente

$$\mathcal{L}_{\eta \geq 1} = \int_0^{L_{max}} L \phi \left( \frac{L}{L^*} \right) d \left( \frac{L}{L^*} \right) = \phi^* L^* \Gamma(\alpha + 2) \frac{\Gamma \left( \frac{1}{\eta - 1} \right)}{(\eta - 1)^{\alpha + 3} \Gamma \left( \alpha + 3 + \frac{1}{\eta - 1} \right)} \quad (3.36)$$

e

$$\mathcal{L}_{\eta \leq 1} = \int_0^\infty L \phi \left( \frac{L}{L^*} \right) d \left( \frac{L}{L^*} \right) = \phi^* L^* \Gamma(\alpha + 2) \frac{\Gamma \left( \frac{1}{1 - \eta} - \alpha - 2 \right)}{(1 - \eta)^{\alpha + 2} \Gamma \left( \frac{1}{1 - \eta} \right)}. \quad (3.37)$$

### 3.6 Evolução da Função de Luminosidade de Galáxias com o *Redshift*

A função de luminosidade é uma ferramenta cosmológica que evolui com o *redshift* (ver Apêndice A). Tal evolução tem sido incluída com a finalidade de determinar a "verdadeira" função de luminosidade correspondente a uma determinada época. Em amostras com magnitude limitada, as galáxias mais luminosas se encontram a grandes distâncias, ou seja, numa época evolutiva anterior às galáxias fracas. Uma outra consequência é que as galáxias mais brilhantes podem ser observadas ao longo de um volume maior à me-

didada que se aumenta a distância, isso acarreta numa super estimativa destas em relação às galáxias mais fracas. A solução que é dada para se resolver os dois problemas é a criação de uma amostra com volume limitado, embora este método provoque perda de informações com relação às galáxias intrinsecamente brilhantes e mais fracas, que são raras, mesmo em uma amostra de magnitude limitada. Na literatura, pesquisadores confirmam a importância de representar a função de luminosidade com modelos que incluem a parametrização da evolução e sugerem que essa evolução possa ser aplicada em qualquer combinação de evolução de luminosidade, evolução de densidade ou mudança na forma da função de luminosidade (Lin et al., 1999; Blanton et al., 2003a; Blanton et al., 2003b; Loveday, 2004). Este método permite que se obtenha uma correta determinação da distribuição de *redshift* e um melhor ajuste da função de luminosidade aos dados, já que a forma proposta por Schechter (1976) não se ajusta perfeitamente (Blanton et al., 2003a).

A parametrização da evolução da função de luminosidade com o *redshift* é normalmente aplicada ao seguir a convenção de Lin et al. (1999), onde se adota um modelo simples aplicado aos parâmetros da expressão 3.14, estabelecendo a dependência no *redshift*. Os parâmetros de evolução do *redshift* são  $P$ , que permite a pura evolução em densidade e  $Q$ , que permite a pura evolução em luminosidade. Se o parâmetro de evolução  $Q$  é positivo, então indica que os membros da população de galáxias em estudo foram mais brilhantes no passado (Blanton et al., 2003a; Blanton et al., 2003b).

A evolução da magnitude característica  $M^*$  na função de luminosidade é linear no *redshift* e evolui de acordo com a expressão

$$M^* \rightarrow M_z^* = M^* - Q(z - z_0), \quad (3.38)$$

onde  $M^*$  é a magnitude absoluta característica corrigida (*K-correction*) de uma galáxia com *redshift*  $z_0$ , na qual deve ter uma magnitude absoluta  $M_z^*$  se evoluir para  $z$ . E a evolução no número de densidade fica de acordo com a expressão

$$\phi^* \rightarrow \phi_z^* = \phi^* 10^{0.4P(z-z_0)}, \quad (3.39)$$

onde  $\phi_z^*$  é o número de densidade média dos membros da população de galáxias no *redshift*  $z$  e  $\phi^*$  é o número de densidade média em  $z_0$ . Se o parâmetro de evolução  $P$  é positivo, implica dizer que o número de densidade da população de galáxias em estudo foi maior no passado (Lin et al., 1999; Blanton et al., 2003a).

Com o propósito de obter um ajuste melhor que o oferecido pela função de Schechter (1976), Blanton et al. (2003a) descreve como determinar o número de densidade de galáxias  $\phi(M, z)$  como uma função de magnitude absoluta  $M$  e *redshift*  $z$  a partir de um modelo não paramétrico que utiliza uma função de base gaussiana que tem a vantagem de ser capaz de atender a uma grande variedade de mudanças suaves na forma da função

de luminosidade. O modelo para a função de luminosidade-*redshift* é

$$\phi(M, z) = \phi^* 10^{0.4P(z-z_0)} \sum_k \phi_k \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma_M^2}} \times \exp \left\{ -\frac{1}{2} \frac{[M - M_k + Q(z - z_0)]^2}{\sigma_M^2} \right\}, \quad (3.40)$$

onde o parâmetro  $M_k$  é fixado de tal maneira que seja igualmente espaçado em magnitude absoluta e representa o centro da gaussiana de largura  $\sigma_M$ . O parâmetro  $\phi_k$  é ajustável e representa a amplitude da gaussiana. Ao incluir a evolução de *redshift* no modelo paramétrico representado pela expressão 3.20, se terá:

$$\phi(M, z) = 0.921\phi^* 10^{0.4P(z-z_0)} 10^{0.4(\alpha+1)[M^*-M-Q(z-z_0)]} \times \exp(-10^{0.4[M^*-M-Q(z-z_0)]}). \quad (3.41)$$

### 3.7 Dependência da Função de Luminosidade de Galáxias na cor e morfologia

A morfologia de uma dada galáxia é reflexo do seu histórico de fusão<sup>10</sup> (Tempel et al., 2011) e, em estudos da função de luminosidade, a morfologia das galáxias tem sido determinada ou por sua cor (Yang; Mo; van den Bosch, 2009), espectro (Folkes et al., 1999; Madgwick et al., 2002; de Lapparent et al., 2003) ou perfil fotométrico (Bell et al., 2003; Driver et al., 2007). Dentre vários outros métodos para se determinar a morfologia das galáxias, o mais preciso de todos é a classificação visual, embora se gaste muito tempo para isso (Marzke; Huchra; Geller, 1994; Kochanek et al., 2001; Cuesta-Bolao; Serna, 2003; Nakamura et al., 2003). A classificação visual tem sido realizada por um projeto nomeado por *Galaxy Zoo* (Lintott et al., 2008), que faz parte do *Sloan Digital Sky Survey* e tem ajudado bastante nos estudos da morfologia e da função de luminosidade de galáxias em diversos trabalhos. Huertas-Company et al. (2011) recentemente apresentou um sistema de classificação morfológica automático baseado nos dados do *Galaxy Zoo*.

As primeiras evidências dos efeitos da morfologia das galáxias sobre a função de luminosidade foram relatadas por Holmberg (1969). Em seu trabalho, ele determinou a função de luminosidade para as galáxias divididas em dois grupos; as *early-type* (E - S0) e irregulares (Irr) que apresentava uma curva de acordo com o comportamento exponencial sugerido por Zwicky (1957) para aglomerados de galáxias, concluindo que aglomerados densos possivelmente teriam populações similares as estudadas por ele, e as espirais (Sa - Sb - Sc) que praticamente não eram observadas em aglomerados densos, portanto, a curva da função de luminosidade derivada dessas galáxias não estavam de acordo com o modelo exponencial. Dessa maneira estava claro que devido à variação da forma da função

<sup>10</sup>A fusão entre galáxias ocorre quando duas ou mais galáxias colidem. É considerado o tipo mais violento de interação entre as galáxias e fundamental medida da evolução das galáxias.

de luminosidade, funções individuais deveriam ser calculadas para diferentes tipos de galáxias (Binggeli; Sandage; Tammann, 1988). A dependência da função de luminosidade na morfologia, é determinada normalmente a partir de tipos de galáxias agrupadas, onde os mais comuns são as galáxias *early-type* (E/S0), as espirais e as espirais e irregulares (S/Irr). Deste modo, Marzke et al. (1998) encontrou que a função de luminosidade das galáxias *early-type* e espirais em  $z < 0.05$  eram bem representadas pela função de Schechter (1976) e que seus parâmetros eram afetados pela morfologia ao observar que o *faint end* das galáxias com  $\alpha = -1.0$  era consistente com medidas anteriores, mas significativamente mais íngreme que o *faint end* apresentado por Loveday et al. (1992). Cuesta-Bolao e Serna (2003) realizaram um estudo mais completo ao se determinar em primeiro lugar, a função de luminosidade para todos os tipos de galáxias que apresentou um *faint end* aproximadamente plano ( $\alpha = -0.95 \pm 0.07$ ) e sem qualquer excesso de galáxias brilhantes, em segundo lugar, é realizado o estudo das galáxias agrupadas E/S0, onde é obtido um *faint end* ligeiramente reduzido ( $\alpha = -0.88 \pm 0.13$ ) mas, com uma magnitude característica ( $M^* = -20.55 \pm 0.20$ ) levemente mais brilhantes que a obtida para amostra total. Além da avaliação das galáxias agrupadas, Cuesta-Bolao e Serna (2003), consideraram as galáxias E e S0 separadamente, encontrando um *faint end* crescente ( $\alpha = -1.16 \pm 0.20$ ) para as elípticas e um *faint end* decrescente ( $\alpha = -0.69 \pm 0.20$ ) para lenticulares, ficando clara as evidências de que as funções individuais são consideravelmente diferentes. Também foi observado que a magnitude característica para as E é  $\sim 1.6$  mais brilhante que as S0 e que o *bright end* da função de luminosidade das E/S0 é claramente dominada por galáxias elípticas, enquanto as lenticulares chegam a ser mais abundantes que as elípticas em magnitudes mais fracas que  $\sim -21.2$ . Outro grupo também trabalhado por Cuesta-Bolao e Serna (2003), foi o das espirais e irregulares (S/Irr) que apresentou um  $M^*$  levemente mais fraco que o da amostra total e um *faint end* ( $\alpha = -0.92 \pm 0.10$ ) reduzido. A amostra S/Irr foi dividida em quatro grupos morfológicos: as *early-type* espirais, Sa + Sab, com um íngreme e reduzido *faint end* ( $\alpha = -0.43 \pm 0.45$ ), as *intermediate-type* espirais, Sb + Sbc e Sc + Scd, que apresentam um *faint end* muito similar ao da amostra total e as *late-type* espirais, Sd + Irr, com um *faint end* ( $\alpha = -2.15 \pm 0.20$ ) íngreme (Devereux et al., 2009; Tempel et al., 2011) e crescente. Com relação à magnitude característica, se observou que seu valor para as espirais Sa + Sab eram  $\sim 1$  mag mais fracas que as espirais Sd + Irr (Devereux et al., 2009; Tempel et al., 2011).

Uma outra maneira de estudar a função de luminosidade de galáxias foi estabelecida por Benson et al. (2007) que usou um software criado por ele e chamado GALACTICA para decompor a luz de 8839 galáxias observadas no *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) com a finalidade de estimar as contribuições de luminosidade a partir de componentes de disco e esferóide<sup>11</sup>. Neste estudo, foi encontrado que em baixas luminosidades na banda-r, a luz é dominada por discos enquanto em altas luminosidades é dominada por esferóides e que o *faint end* da função de luminosidade dos componentes esferóides cai mais

<sup>11</sup>O termo "esferóide" se refere a ambas galáxias elíptica e os bojos de galáxias espirais.

rápido que a dos componentes de disco. [Devereux et al. \(2009\)](#) investigou a função de luminosidade na banda K de galáxias *late-type* espirais, elípticas, lenticulares e espirais dominadas por bojos. Chegando à conclusão que a função de luminosidade das *late-type* espirais seguem uma lei de potência que sobe em direção a baixas luminosidades enquanto que as funções de luminosidade das elípticas, lenticulares e espirais dominadas por bojos estão culminando com uma queda em ambas as luminosidades baixas e altas.

A dependência da função de luminosidade de galáxias na cor também tem sido motivo de estudo. Podemos destacar o trabalho apresentado por [Blanton et al. \(2001\)](#), que investigou a dependência na cor da função de luminosidade na banda r a partir de galáxias levantadas do *SDSS*. Ele explorou esta dependência ao juntar a distribuição de luminosidade com a cor intrínseca  $g^* - r^*$  e encontrou em  $M_{r^*} > -19$  no *faint end* que as galáxias mais vermelhas apresentam um número de densidade significativamente menor que a das galáxias mais azuis. [Baldry et al. \(2004\)](#) também extraíram uma amostra de galáxias de baixo *redshift* ( $0.004 < z < 0.08$ ) do *SDSS*, onde analisou a distribuição bivariada em cor *versus* magnitude absoluta ( $u - r$  vs.  $M_r$ ). Sua investigação obteve resultados consistentes com [Blanton et al. \(2001\)](#), onde mostrou que as galáxias brilhantes são predominantemente vermelhas, as fracas são predominantemente azuis e as galáxias vermelhas apresentam um *faint end* consideravelmente íngreme. Resultados similares também foram encontrados por [Ilbert et al. \(2006\)](#) que avaliou a evolução da função de luminosidade na banda B de amostras de galáxias dominadas por discos e dominadas por bojo. O estudo da função de luminosidade de galáxias dominadas por bojos foi composta de duas populações distintas separadas por cor, onde:

- 68% de vermelhas ( $(B - I)_{AB} > 0.9$  e galáxias brilhantes mostram uma forte redução da inclinação do *faint end* ( $\alpha = +0.55 \pm 0.21$ );
- 32% de azuis ( $(B - I)_{AB} < 0.9$  e galáxias mais compactas povoam o *faint end*.

### 3.8 Dependência da Função de Luminosidade de Galáxias em relação ao ambiente

Estudos pioneiros como os de [Einasto et al. \(1974\)](#), [Butcher e Oemler Jr. \(1978\)](#) e [Dressler \(1980\)](#) indicaram que as galáxias do tipo *early-type* (E - S0) se concentram em regiões de alta densidade. Esta conclusão permanece aceita na atualidade e se mostra evidente que as propriedades das galáxias dependem da sua distribuição espacial/ambiente local. Esta dependência no ambiente local deve conter informações importantes sobre o histórico de formação das galáxias revelando a importância do estudo da relação entre as propriedades das galáxias e sua localização no Universo ([Tempel et al., 2011](#); [Zandivarez; Martínez, 2011](#)). Dentre as propriedades que as galáxias podem apresentar, a que se destaca para

este trabalho é a luminosidade, que é usada por meio da análise da função de luminosidade. Como discutido na seção 3.1, a função de luminosidade é uma importante ferramenta cosmológica no estudo da distribuição de luminosidade de uma dada população de galáxias e, na maioria dos casos, a forma da distribuição pode ser totalmente descrita pela função de Schechter (1976) que apresenta três parâmetros a serem determinados; a normalização  $\phi^*$ , a inclinação do *faint-end*  $\alpha$  e a magnitude característica  $M^*$ . Embora estes mesmos parâmetros estatísticos não forneçam explicações físicas sobre o processo de formação e evolução das galáxias, estes fornecem restrições importantes em vários processos físicos envolvidos em cada fase da vida da galáxia (Benson et al., 2003).

Muitos trabalhos na literatura, a se destacar os da década de 90, tem buscado determinar a função de luminosidade de galáxias em diferentes ambientes tais como galáxias de campo (Marzke; Huchra; Geller, 1994; Lin et al., 1996; Zucca et al., 1997; Trentham, 1998), grupos de galáxias (Muriel; Valotto; Lambas, 1998) ou aglomerados de galáxias (Lopez-Cruz et al., 1997; Valotto et al., 1997; Trentham, 1998; Rauzy; Adami; Mazure, 1998). Com o advento de grandes levantamentos de galáxias, como o *Sloan Digital Sky Survey* (ou SDSS; (York et al., 2000)) e o *Two degree Field Galaxy Redshift Survey* (ou 2dFGRS; (Colless et al., 2001)) , os resultados da função de luminosidade se tornaram muito melhores, permitindo a investigação dos efeitos do ambiente em regimes de densidade menos extremas e um completo censo do ambiente galáctico em grande escala no Universo local (Ilbert et al., 2006). Gómez et al. (2003), Kauffmann et al. (2004), Hogg et al. (2004) e Blanton et al. (2005) perceberam que em  $z \sim 0.1$  e numa larga gama de densidades de galáxias locais era observado uma forte dependência das propriedades das galáxias com o ambiente incluindo uma sistemática redução da taxa de formação estelar em regiões muito densas, onde preferencialmente residem grandes populações de galáxias luminosas vermelhas (Balogh et al., 2004), enquanto galáxias azuis estão principalmente localizadas em regiões de baixa densidade. No mesmo seguimento, Coenda e Muriel (2009) encontraram que as galáxias brilhantes habitam preferencialmente centros de grandes aglomerados e, que as galáxias *early-type* em campos tem luminosidade menor que em aglomerados.

Os aglomerados de galáxias fornecem um ambiente completamente diferente para o estudo da formação e evolução das galáxias. Eles apresentam as características que, em alguns aspectos, facilitam a obtenção da função de luminosidade. A primeira característica é que os membros que compõem o aglomerado se encontram dentro de pequenas regiões do céu, portanto, isto implica em obter a sua fotometria de forma eficiente com poucas imagens (Binney; Merrifield, 1998), a segunda característica é que os membros que compõem o aglomerado estão todos à mesma distância (Binney; Merrifield, 1998; Barrena et al., 2012), com isso só é necessário obter uma única distância ao aglomerado para calcular sua magnitude absoluta. O único problema que se observa no cálculo da função de luminosidade deste tipo de ambiente é quando se trata de aglomerados ricos que são raros, eles se encontram a grandes distâncias, dificultando a obtenção de sua fotometria para os mem-

bros menos luminosos. A função de luminosidade em aglomerados tem sido largamente usada e comparada com a função de luminosidade em campos em muitos comprimentos de onda diferentes. No entanto, se observa na literatura que não há um consenso entre os resultados obtidos. Por exemplo, para Colless (1989), Rauzy, Adami e Mazure (1998), De Propris et al. (2003) e Popesso et al. (2006), a função de luminosidade de aglomerados apresenta poucas variações em uma ampla gama de propriedades dos aglomerados, para Bautz e Morgan (1970) ela depende da riqueza dos aglomerados e para Dressler (1978), Lopez-Cruz et al. (1997), Garilli, Maccagni e Andreon (1999), Hansen et al. (2005) e Barkhouse, Yee e López-Cruz (2007) ela depende da distância ao centro dos aglomerados. Outra questão também a ser definida era se a função de luminosidade em aglomerados era diferente da aplicada em campos. Neste caso, de Propris et al. (1998), Christlein e Zabludoff (2003), Cortese et al. (2003) e Bai et al. (2006) chegaram a conclusão de que as duas não apresentavam diferenças, porém, Valotto et al. (1997), Goto et al. (2002), Yagi et al. (2002) e De Propris et al. (2003) sugeriram que ambos apresentavam uma magnitude característica brilhante ( $M^*$ ) e diferentes inclinações do *faint end* ( $\alpha$ ).

Diante das contradições no resultados, Bai et al. (2009) afirmou que uma das maiores razões para essa diferença era que os estudos estavam baseados em diferentes intervalos de comprimento de onda, logo, cada um destacava diferentes propriedades da população dos aglomerados. Por exemplo, se a luminosidade da galáxia é estudada no óptico e no infravermelho próximo (*near-IR*), o que irá se destacar é a idade da massa estelar, mas se o estudo for realizado no azul ( $B$ ) e no ultravioleta ( $UV$ ), será destacado a jovem população estelar. Então, da mesma maneira que a função de luminosidade para diferentes tipos de galáxias são diferentes (Madgwick et al., 2002), as que são baseadas em diferentes comprimentos de onda serão tendenciosas para diferentes subpopulações dos aglomerados. Estudando a função de luminosidade na banda B, De Propris et al. (2003) encontrou que, embora a função de luminosidade das galáxias *early-type* em aglomerados fossem diferentes das de campo, a função de luminosidade das galáxias *late-type* em aglomerados eram muito similares as de campo. Os mesmos resultados foram confirmados por Christlein e Zabludoff (2003) ao estudar a função de luminosidade de galáxias com formação estelar e de galáxias quiescentes<sup>12</sup> na banda R. Nos estudos da função de luminosidade na banda do ultravioleta, Cortese et al. (2005) chegou a conclusão de que a função de luminosidade de galáxias com formação estelar em aglomerados próximos é consistente com o campo e que também a diferença entre as funções de aglomerados e campos era atribuído às galáxias quiescentes.

Embora a luminosidade nas bandas ultravioleta e azul sejam sensíveis às galáxias com formação estelar, ela pode ser fortemente atenuada pela poeira influenciando na função de luminosidade (Bai et al., 2009). Em constraste, Kennicutt Jr. (1998) mostrou que a

---

<sup>12</sup>São galáxias significativamente planas de baixa atividade e que se encontram em regiões densas (Bell et al., 2010)

luminosidade total no infravermelho tinha uma boa correlação com a taxa de formação estelar de galáxias não afetadas pela extinção<sup>13</sup>. Também no infravermelho foi realizado um estudo da função de luminosidade do aglomerado de Coma, onde Bai et al. (2006) concluiu que a forma da função não apresenta uma diferença significativa em relação ao campo, também no infravermelho.

Há um amplo consenso de que a função de luminosidade em campos é essencialmente plana, (ou seja,  $\alpha \sim -1$ ) entretanto, um *faint-end* íngreme ( $\alpha$ ) e uma magnitude característica brilhante tem sido encontrada em sistemas de galáxias com magnitude absoluta na banda r ( $M_r \lesssim -16$ ) (Zandivarez; Martínez, 2011). Outros autores como, Popesso et al. (2005b) e González et al. (2006), argumentam que um *faint end* muito íngreme pode ser medido em grupos e aglomerados ricos de galáxias com magnitude absoluta na banda r ( $M_r \gtrsim -17$ ), quando se usa somente informações fotométricas. Muitos trabalhos tem concentrado suas pesquisas nos efeitos do ambiente sobre a função de luminosidade das galáxias, e o que se observa é que o aumento de brilho da magnitude característica ( $M^*$ ) e da inclinação do *faint end* ( $\alpha$ ) ocorrem quando se vai de uma região pouco densa para uma muito densa.

---

<sup>13</sup>É o nome dado ao fenômeno de absorção e espalhamento da luz emitida pela galáxia. A extinção decorre do meio interestelar e da atmosfera terrestre.

## Métodos para determinar a Função de Luminosidade

Como citado por [Binggeli, Sandage e Tammann \(1988\)](#), ao longo de anos alguns métodos foram propostos para calcular a função de luminosidade. Estes métodos tem sido aplicados a uma variedade de amostras como, por exemplo, galáxias de campo, aglomerados de galáxias, grupos de galáxias, estrelas e quasares. Antes de se discutir cada método, é preciso definir algumas quantidades fundamentais que estão implícitas em cada um deles. Considerando  $m$  como a magnitude aparente observada e  $M$  a magnitude absoluta, teremos que

$$m - M = 5 \log_{10} D_L(z) + 25 + K(z, T) \quad (4.1)$$

onde  $D_L(z)$  corresponde a distância de luminosidade em  $Mpc$  como função do *redshift*  $z$ , dado por ( ver Apêndice A para maiores detalhes)

$$D_L(z) = (1 + z) \frac{c}{H_0} \int_0^z \frac{dz'}{(\Omega_M(1+z')^3 + \Omega_\Lambda)^{1/2}} \quad (4.2)$$

e  $K(z, T)$  é a correção K (ou *k-correction*) que depende do *redshift* e do tipo morfológico, representando a diferença entre a luminosidade observada através de um filtro (uma banda espectral fixa) de um objeto em movimento (afetada pela expansão do Universo ou efeito Doppler) e a luminosidade que este mesmo objeto teria no referencial de repouso do observador.

### 4.1 Método Clássico

O estimador clássico, assim nomeado por [Felten \(1976\)](#), foi o primeiro método aplicado para determinação da função de luminosidade de galáxias de campo, usado por [Hubble \(1936\)](#). Embora o método não seja suficiente para estudos detalhados ([Takeuchi; Yoshikawa; Ishii, 2000](#)), este é considerado como uma das ferramentas mais básicas no entendimento dos modelos de formação de galáxias ([Smith, 2012](#)) e determina  $\Phi(M)$  simplesmente considerando o número de objetos da amostra dentro de um dado volume ([Willmer, 1997; Takeuchi; Yoshikawa; Ishii, 2000](#)),

$$N_{\Delta M} = \int_{M_1}^{M_2} \phi(M) dM V_{máx} = \Phi(M) V_{máx} \longrightarrow \Phi(M) = \frac{N(M)}{V_{máx}} \quad (4.3)$$

onde  $N(M)$  corresponde ao número de galáxias de magnitude absoluta  $M$  dentro do intervalo  $(M, M + dM)$  e  $V_{máx}$  é o volume determinado pela máxima distância que um objeto de magnitude absoluta  $M$  pode ter e ainda estar na amostra. Para se aplicar o método é preciso ter uma amostra de galáxias limitada por uma magnitude aparente ( $m_{lim}$ ) fixada e a mesma deve ser corrigida em relação à absorção galáctica (Binggeli; Sandage; Tammann, 1988). Determinando o número de galáxias dentro do intervalo  $(M, M + dM)$  e dividindo individualmente pelo volume  $V(M)$  se obtém a função de luminosidade não paramétrica  $\Phi(M)$ , podendo ser posteriormente ajustada a uma expressão analítica, como a função de Schechter (1976) ou de Alcaniz e Lima (2004), em um gráfico  $\log_{10}\Phi(M) \times M$ .

O método clássico leva em consideração a hipótese de que as galáxias estão distribuídas uniformemente no espaço, ou seja, a função de densidade espacial é constante. Em uma amostra de galáxias com fluxo limitado ( $m_{lim}$ ) é observado que em fracas magnitudes o volume para o qual se pode observar esses objetos é significativamente menor do que para o caso de galáxias brilhantes, ou seja, o método superestima a contribuição de galáxias intrinsecamente fracas relativas às galáxias luminosas, levando a uma determinação tendenciosa (do inglês: *bias* ou também conhecido como viés) de  $\Phi(M)$  (Efstathiou; Ellis; Peterson, 1988), devido a isso o método apresenta uma crescente incerteza em magnitudes absolutas fracas  $M$  (Binggeli; Sandage; Tammann, 1988; Smith, 2012).

## 4.2 Método do Máximo Volume

Método originalmente proposto por Schmidt (1968) para calcular a função de luminosidade de quasares no rádio e no óptico, ficou também conhecido como método de  $1/V_{máx}$ . Este método estima o valor de  $\Phi(M)$  através da soma

$$\Delta M \phi(M) = \sum^N \frac{1}{V_{máx}} \quad (4.4)$$

de todas as galáxias contidas na amostra dentro do intervalo  $(M, M + dM)$ . Eales (1993) descreve o uso do método, porém, investigando a evolução da função de luminosidade de galáxias usando os resultados de uma amostra de *redshifts* de galáxias fracas e justifica o uso do método destacando a vantagem deste fornecer uma medida quantitativa direta e imediata da força e tipo de evolução bem como das limitações dos dados. Eales (1993) e Cowie, Songaila e Hu (1996) usaram o método na forma integral

$$\int_{M_1}^{M_2} \phi dM = \sum_{j=1}^N \frac{1}{V_j} \quad (4.5)$$

onde  $V_j$  é o volume comóvel dado por (ver Apêndice A)

$$V_j = \frac{c}{H_o} \sum_{i=1} A_i \int_{z_{di}}^{z_{ui}} \frac{D_L^2 dz}{(1+z)^3 \sqrt{1+q_o z}} \quad (4.6)$$

com  $z_{ui}$  e  $z_{di}$  representando o máximo e o mínimo *redshift* respectivamente e  $A_i$  a área observada.

Takeuchi, Yoshikawa e Ishii (2000) consideram o mesmo método, porém, investigando a evolução da função de luminosidade de galáxias em função do intervalo de magnitude absoluta e *redshift*, com a seguinte expressão

$$\int_{M_{min}}^{M_{max}} \phi(M) dM = \sum_{i=1}^{N_{obs}} \frac{1}{V_{max}(i)} \quad (4.7)$$

com o volume comóvel dado como

$$V_{max}(i) \equiv \int_{\Omega} \int_{z_{min,i}}^{z_{max,i}} \frac{d^2 V}{d\Omega dV} dz d\Omega \quad (4.8)$$

sendo  $z_{max}$  e  $z_{min}$  os limites superior e inferior do *redshift* dentro da qual uma galáxia com magnitude absoluta  $M_i$  pode ser detectada numa amostra,  $\Omega$  é o ângulo sólido da amostra e  $z(M, m)$  definido como o *redshift* no qual uma galáxia com magnitude absoluta  $M$  é observada como um objeto com magnitude aparente  $m$ . Smith (2012) apresenta a mesma equação 4.7, contudo, escrevendo em função da luminosidade, onde o volume máximo pode ser calculado da seguinte maneira

$$V^{max} = \frac{\Omega_s}{3} \chi_{max}^3(L) \quad (4.9)$$

com  $\chi_{max}(L) = 10^{[m_{lim} - M(L) - 25]/5} [h^{-1} Mpc]$  sendo a máxima distância que uma fonte de luminosidade  $L$  pode ser vista, dada uma magnitude aparente limite ( $m_{lim}$ ) da amostra e  $\Omega_s$ , o ângulo sólido.

Assim como o método clássico, o método de  $1/V_{máx}$  não leva em consideração a heterogeneidade da amostra considerando que a população de galáxias está uniformemente distribuída no espaço. Embora o método tenha surgido com a finalidade de corrigir as falhas do método clássico (Smith, 2012), o método desenvolvido por Schmidt (1968) não é o melhor, mas tem uma significativa vantagem por fornecer  $\alpha$  (inclinação do *faint end*) e  $\phi^*$  (parâmetro de normalização) da função de luminosidade ao mesmo tempo, se tornando uma primeira aproximação de  $\Phi(M)$  se o intervalo de magnitude for mantido suficientemente pequeno (Willmer, 1997).

### 4.3 Método da Máxima Probabilidade

Método introduzido por Sandage, Tammann e Yahil (1979) no estudo de galáxias espirais (E) e lenticulares (S0) do Catálogo Revisado de magnitude limitada Shapley-Ames (*Revised Shapley-Ames Catalog*), define a probabilidade cumulativa de uma galáxia com *redshift*  $z$  ter uma magnitude absoluta mais brilhante que  $M$  (Binggeli; Sandage; Tammann, 1988; Willmer, 1997; Sandage; Tammann; Yahil, 1979), como

$$P(M, z) = \frac{\int_{-\infty}^M \Phi(M') \rho(z) f(m') dM'}{\int_{-\infty}^{+\infty} \Phi(M') \rho(z) f(m') dM'}, \quad (4.10)$$

onde  $f(m)$  é a fração da amostra total que é listada no catálogo de galáxias em qualquer magnitude aparente  $m$ , definida por Sandage, Tammann e Yahil (1979) como função de completudeza e escrita como

$$f(m) = \{ \exp[(m - m_L)/\Delta m_L] + 1 \}^{-1}, \quad (4.11)$$

onde  $m_L$  é a magnitude aparente limite da amostra e  $\Delta m_L$  é o intervalo de magnitude aparente limite, estes são parâmetros a serem determinados.

Na equação 4.10,  $\Phi(M')$  é a função de luminosidade diferencial,  $\rho(z)$  é a distribuição de *redshift* em  $z$  (Willmer, 1997) ou fator de densidade média (Sandage; Tammann; Yahil, 1979). O método da máxima probabilidade tem a característica de se mostrar livre de efeitos induzidos pela não homogeneidade da densidade (Binggeli; Sandage; Tammann, 1988; Willmer, 1997), permitindo correções para a incompletudeza de galáxias ou outros efeitos. Como  $\rho(z)$  não é uma função de  $M$ , pode ser colocado para fora da integral no numerador e denominador, sendo cancelado. A probabilidade cumulativa  $P(M, z)$  tem associada a ela uma densidade de probabilidade diferencial (Sandage; Tammann; Yahil,

1979; Willmer, 1997; Binggeli; Sandage; Tammann, 1988)

$$p(M, z) = \frac{\partial P(M, z)}{\partial M}, \quad (4.12)$$

que fornece uma probabilidade que é a função de luminosidade diferencial  $\Phi(M_i)$ , normalizada pela integral de  $\Phi(M)$

$$p(M_i, z_i) = \frac{\Phi(M_i)}{\int_{-\infty}^{M_f(z_i)} \Phi(M) dM} \quad (4.13)$$

com  $M_{f(z_i)}$  sendo a magnitude mais fraca no redshift  $z_i$ .

Para estimar a máxima probabilidade é necessário maximizar a função

$$\mathcal{L} = \prod_{i=1}^{N_g} p(M_i, z_i) \quad (4.14)$$

em relação a  $p(M_i, z_i)$ , assumindo algumas parametrizações da função de luminosidade como, por exemplo, a expressão analítica de [Schechter \(1976\)](#), e maximizar a probabilidade em relação a magnitude característica  $M^*$  e a inclinação  $\alpha$ . O método de [Sandage, Tammann e Yahil \(1979\)](#) tem a desvantagem de não permitir testar se a parametrização representa um bom ajuste aos dados ([Willmer, 1997](#)), porém, é fácil de usar em levantamentos de muitos campos em que o limite de completeza varia de campo para campo, é simples de aplicar as correções (*k-correction*) para cada objeto ou grupo de objetos e é fracamente tendencioso ([Efstathiou; Ellis; Peterson, 1988](#)).

Este e outros métodos surgiram a partir da expressão que segundo [Smith \(2012\)](#), define o ponto fundamental do método da máxima probabilidade, que é a hipótese de unir a probabilidade de obter uma galáxia com luminosidade  $L_\mu$  no intervalo  $\Delta L_\mu$ , e a posição espacial no elemento de volume  $d^3 \mathbf{x}$  em um produto de duas funções de densidade de probabilidade independentes ([Efstathiou; Ellis; Peterson, 1988](#)), apresentada como

$$p(L_\mu, \mathbf{x}) dL_\mu d^3 \mathbf{x} = p(L_\mu) p(\mathbf{x}) dL_\mu d^3 \mathbf{x}. \quad (4.15)$$

A partir desta equação alguns estimadores foram construídos, como exemplo, os métodos de [Turner \(1979\)](#), [Kirshner, Oemler e Schechter \(1979\)](#), [Sandage, Tammann e Yahil \(1979\)](#) e [Davis e Huchra \(1982\)](#), onde a dependência espacial do fator  $p(\mathbf{x})$  é cancelada. O método apresentado por [Turner \(1979\)](#), [Kirshner, Oemler e Schechter \(1979\)](#) e

Davis e Huchra (1982) tinha a seguinte expressão

$$\phi(L_\mu) = \frac{dN^g(L_\mu)}{N^g [ > L_\mu, \chi \leq \chi^{max}(L_\mu) ]} \quad (4.16)$$

com  $N^g [ > L_\mu, \chi \leq \chi^{max}(L_\mu) ]$  denotando o número total de galáxias mais brilhantes que  $L$  e com distância menor que a distância máxima  $\chi^{max}(L_\mu)$  (Smith, 2012) para a qual uma galáxia de luminosidade  $L$  possa ser observada numa amostra de magnitude limitada. Considerando que a probabilidade  $p(L)$  para um ponto de luminosidade  $L$  seja,

$$p(L) = \frac{\phi(L)}{\int_L^\infty \phi(L') dL'} \quad (4.17)$$

e que o número total de galáxias seja dado por

$$dN^g(L_\mu) = \phi(L_\mu) dL_\mu V_s, \quad (4.18)$$

a equação 4.16 terá o seguinte resultado

$$\frac{dN^g(L_\mu)}{N^g [ > L_\mu, \chi \leq \chi^{max}(L_\mu) ]} = \frac{\phi(L_\mu) dL_\mu \times p(\mathbf{x}) V_s}{\int_L^\infty \phi(L') dL' \times p(\mathbf{x}) V_s} = \frac{\phi(L_\mu) dL_\mu}{\int_{L_\mu}^\infty \phi(L') dL'} = d \ln \Phi(L_\mu) \quad (4.19)$$

onde  $\Phi(L)$  é a função de luminosidade integral. Este estimador foi adotado por Turner (1979) e por Kirshner, Oemler e Schechter (1979), porém, apresentava a desvantagem de não usar informações de galáxias fracas na determinação de  $\phi(L)$  e a estimativa de  $d \ln \Phi(L)$  não era independente, logo, os erros eram correlacionados dificultando sua obtenção (Efstathiou; Ellis; Peterson, 1988).

Os erros para o método de Sandage, Tammann e Yahil (1979), podem ser obtidos de maneira simples e precisa por meio da elipse dos erros definida como (Efstathiou; Ellis; Peterson, 1988; Willmer, 1997)

$$\ln \mathcal{L} = \ln \mathcal{L}_{max} - \frac{1}{2} \chi_\beta^2(N) \quad (4.20)$$

onde o termo  $\chi_\beta^2(N)$  é o ponto  $\beta$  da distribuição  $\chi^2$  com  $N$  graus de liberdade.

#### 4.4 Método da Máxima Probabilidade Passo a Passo

Método desenvolvido por Efstathiou, Ellis e Peterson (1988), conhecido também como método EEP, que tem como objetivo aplicar um estimador não paramétrico no cálculo da função de luminosidade. O estimador parte da hipótese de que a função de luminosidade

é uma função de  $N$  passos (Willmer, 1997; Takeuchi; Yoshikawa; Ishii, 2000)

$$\phi(M) = \sum_{k=1}^K \phi_k W(M_k - M), k = 1, \dots, K \quad (4.21)$$

onde a função janela  $W(M_l - M)$  é definida por

$$W(M_l - M) \equiv \begin{cases} 1 & \text{para } M_l - \frac{\Delta M}{2} \leq M \leq M_l + \frac{\Delta M}{2} \\ 0 & \text{caso contrário} \end{cases} \quad (4.22)$$

e a função probabilidade, de acordo com Efstathiou, Ellis e Peterson (1988), será

$$\mathcal{L}(\{\phi_k\}_{k=1, \dots, K} \mid \{M_i\}_{i=1, \dots, N_{obs}}) = \prod_{i=1}^{N_{obs}} \frac{\sum_{l=1}^K W(M_l - M_i) \phi_l}{\sum_{l=1}^K \phi_l H(M_{lim}(z_i) - M_l) \Delta M} \quad (4.23)$$

com  $H(M_{lim}(z_i) - M)$  equivalente a

$$\equiv \begin{cases} 1 & \text{se } M_{lim}(z_i) - \frac{\Delta M}{2} > M, \\ \frac{M_{lim}(z_i) - M}{\Delta M} + \frac{1}{2} & \text{se } M_{lim}(z_i) - \frac{\Delta M}{2} \leq M < M_{lim}(z_i) + \frac{\Delta M}{2}, \\ 0 & \text{se } M_{lim}(z_i) + \frac{\Delta M}{2} \leq M \end{cases} \quad (4.24)$$

onde  $M_{lim}(z_i)$  corresponde à magnitude absoluta limite da amostra no redshift  $z_i$ .

Aplicando o logarítmo na função probabilidade,

$$\ln \mathcal{L} = \sum_{i=1}^{N_{obs}} \left\{ \sum_{l=1}^K W(M_l - M_i) \ln \phi_l - \ln \left[ \sum_{l=1}^K \phi_l H(M_{lim}(z_i) - M_l) \Delta M \right] \right\} \quad (4.25)$$

e derivando a equação 4.25, torna-se

$$\frac{\partial \ln \mathcal{L}}{\partial \phi_k} = \sum_{i=1}^{N_{obs}} \frac{W(M_k - M_i)}{\phi_k} - \sum_{i=1}^{N_{obs}} \frac{H(M_{lim}(z_i) - M_k) \Delta M}{\sum_{l=1}^K \phi_l H(M_{lim}(z_i) - M_l) \Delta M} = 0. \quad (4.26)$$

Visto que a função probabilidade envolve relações de  $\phi_k$ , foi introduzida uma restrição para correção da normalização arbitrária, usada no cálculo da probabilidade. A restrição era necessária para que os resultados de diferentes amostras pudessem ser comparadas

diretamente e era definida como (Efstathiou; Ellis; Peterson, 1988)

$$g = \sum_{k=1}^{N_{obs}} \phi_k \Delta M 10^{0.4\beta(M_k - M_f)} - 1 = 0 \quad (4.27)$$

onde  $\beta$  é uma constante e  $M_f$  é a magnitude de confiança. Incluindo esta constante com um multiplicador de Lagrange, se tem

$$\ln \mathcal{L}' = \ln \mathcal{L} + \lambda g(\phi_k), \quad (4.28)$$

onde é maximizado em relação a  $\phi_k$  e  $\lambda$  usando a equação 4.27 e  $\lambda = 0$ . Deste modo,  $\phi_k$  pode ser obtido a partir de

$$\phi_k \Delta M = \frac{\sum_{i=1}^{N_{obs}} W(M_k - M_i)}{\sum_{i=1}^{N_{obs}} \frac{H(M_{lim}(z_i) - M_k)}{\sum_{l=1}^K \phi_l H(M_{lim}(z_i) - M_l) \Delta M}}. \quad (4.29)$$

A equação 4.29 permite determinar  $\phi_k$  de forma rápida por meio de iterações e a restrição descrita na equação 4.27 não compromete a forma do estimador de  $\phi_k$ , mas tem um importante papel na estimativa dos erros (Efstathiou; Ellis; Peterson, 1988). Os erros são determinados por meio da matriz de covariância que é equivalente à inversa da matriz de informação

$$\text{cov}(\phi_k) = [\mathbf{I}(\phi_k)]^{-1} = \left[ \begin{array}{cc} \frac{\partial^2 \ln \mathcal{L}}{\partial \phi_i \partial \phi_j} + \frac{\partial g}{\partial \phi_i} \frac{\partial g}{\partial \phi_j} & \frac{\partial g}{\partial \phi_j} \\ \frac{\partial g}{\partial \phi_j} & 0 \end{array} \right]_{\phi=\phi_k}^{-1} \quad (4.30)$$

Ao contrário do método proposto por Sandage, Tammann e Yahil (1979), o método de máxima probabilidade passo a passo não apresenta a tendência de superestimar a contribuição de galáxias intrinsicamente fracas relativas às galáxias luminosas e permite verificar se a parametrização de  $\phi(M)$  representa um bom ajuste aos dados. Por se tomar uma normalização arbitrária no cálculo da probabilidade, a densidade média deve ser calculada separadamente.

## 4.5 Método de Choloniewski

Método não paramétrico desenvolvido por Choloniewski (1986) para determinar a função de luminosidade de amostras de galáxias com magnitude limitada. O método foi projetado para levar em consideração a heterogeneidade da distribuição de galáxias no espaço e foi aplicado em uma amostra do CfA (*Center for Astrophysics*). Diferente dos outros métodos

não paramétricos, o método de [Choloniewski \(1986\)](#) fornece uma função de luminosidade normalizada correta junto com os erros, o que não acontece com alguns métodos não paramétricos, que só fornecem a forma da função de luminosidade não normalizada sem prever informações estatísticas sobre os erros associados com a função ([Choloniewski, 1986](#)). O método é baseado na hipótese comumente usada de que a luminosidade de uma galáxia não está correlacionada com a posição.

A vantagem de usar este método é que permite determinar a densidade e a forma da função de luminosidade simultaneamente e ainda examinar a evolução da densidade de galáxia com o redshift ([Takeuchi; Yoshikawa; Ishii, 2000](#)). [Choloniewski \(1986\)](#) descreve seu método destacando que é um modelo estatístico similar ao usado por [Marshall et al. \(1983\)](#), para o estudo da função de luminosidade e evolução da densidade de quasares. Nesta descrição se assume que o número de galáxias  $k$  no elemento de volume  $dM dV$  é resultado de um processo aleatório, ou seja, uma distribuição de Poisson descrita pela probabilidade

$$P_{k_{ij}} = \exp(-\lambda_{ij}) \frac{\lambda_{ij}^{k_{ij}}}{k_{ij}!} \quad (4.31)$$

onde

$$\lambda_{ij} = \int_{M_i}^{M_{i+1}} \int_{V(z_j, z_{j+1})} \lambda \equiv \frac{1}{\bar{n}} \psi_i \Delta M \nu_j V_j, \quad (4.32)$$

com  $V(z_j, z_{j+1})$  sendo o volume comóvel entre os *redshifts*  $z_j$  e  $z_{j+1}$  e  $\bar{n}$ , a densidade média da amostra.

[Takeuchi, Yoshikawa e Ishii \(2000\)](#) apresentam o método de [Choloniewski \(1986\)](#) numa versão estendida, aplicáveis as amostras com escalas cosmológicas, usando a mesma ideia de reduzir o estudo em duas dimensões, considerando que as galáxias estão distribuídas em um plano magnitude absoluta - redshift  $(M, z)$ , que por sua vez, é dividida em pequenas células quadradas, tais que

$$\begin{cases} M_i \leq M \leq M_{i+1} = M_i + \Delta M & i = 1, \dots, I, \\ z_j \leq z \leq z_{j+1} = z_j + \Delta z & j = 1, \dots, J. \end{cases} \quad (4.33)$$

recebem os índices  $i$  e  $j$  para indicar a posição dessas células no plano ([Figura 4.1](#)).

O plano  $(M, z)$  é limitado por seus intervalos em magnitude ( $M_{min} \leq M \leq M_{max}$ ) no eixo horizontal e redshift ( $z_{min} \leq z \leq z_{max}$ ) no eixo vertical com  $\Omega$  representando o ângulo sólido de um levantamento com magnitude limitada ( $m_{lim}$ ). O gráfico apresentado na [figura 4.1](#) mostra que o levantamento de galáxias limitada por magnitude preenche a região no plano  $(M, z)$  somente em parte, ou seja, o número de galáxias  $k_{ij}$  a ser considerado é somente daquelas contidas em células que estão completamente abaixo da linha de seleção definida pela curva  $\mathcal{C}$  ([Choloniewski, 1986](#)).

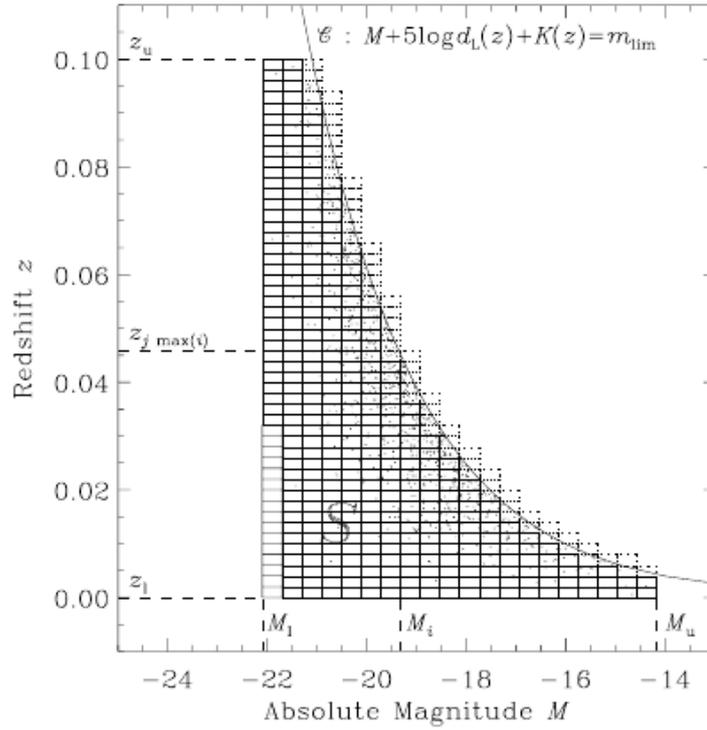


Figura 4.1: Descrição esquemática do método de Choloniewski (1986) num plano bidimensional por Takeuchi, Yoshikawa e Ishii (2000).

Como consequência do modelo estatístico assumido, a probabilidade  $\mathcal{L}$  de se encontrar  $k_{i,j}$  galáxias na célula  $(i, j)$ , será

$$\mathcal{L} = \exp(-\lambda_{ij}) \frac{\lambda_{ij}^{k_{ij}}}{k_{ij}!}, \quad (4.34)$$

e o logaritmo dessa probabilidade será

$$\ln \mathcal{L} = \sum_{(M_i, z_j) \in S} (k_{ij} \ln \lambda_{ij} - \lambda_{ij} - \ln k_{ij}!), \quad (4.35)$$

onde  $S$  corresponde ao subconjunto do plano  $M - z$  limitado pela magnitude absoluta ( $M_{max}$  e  $M_{min}$ ) e pelo redshift ( $z_{max}$  e  $z_{min}$ ), e a curva  $\mathcal{C}$ , define a linha de seleção equivalente à equação 4.1.

A máxima probabilidade a se determinar será o conjunto de soluções que maximiza  $\mathcal{L}$ , portanto, elas podem ser obtidas ao se calcular as derivadas da equação 4.35 em relação a  $\Psi_i$  e  $\nu_j$  e igualar cada uma dessas a zero. As expressões obtidas a partir dessa diferenciação fornece expressões conhecidas como equações de probabilidade:

$$\frac{\Delta M}{\bar{n}} \Psi_i \sum_{t=1}^{t_{max}(i)} \nu_t V_t = \sum_{t=1}^{t_{max}(i)} K_{it}, \quad (4.36)$$

e

$$\frac{\Delta M}{\bar{n}} \nu_j V_j \sum_{s=1}^{s_{max}(j)} \Psi_s = \sum_{s=1}^{s_{max}(j)} K_{sj}, \quad (4.37)$$

onde cada uma dessas equações fornece a melhor estimativa de  $\hat{\Psi}_i$  e de  $\hat{\nu}_j$ , considerando que o lado direito de ambas seja diferente de zero e que os desvios da distribuição observada a partir do modelo não seja muito grande (Choloniewski, 1986). As soluções obtidas até aqui não são exatamente os estimadores de máxima probabilidade, mas sim valores relativos, portanto, Takeuchi, Yoshikawa e Ishii (2000) sugerem mais um passo para obter os valores absolutos, onde é empregada uma notação onde se diferencia a solução relativa com o símbolo ( $\simeq$ ) e a solução exata por ( $\wedge$ ).

A partir das equações 4.36 e 4.37, por procedimentos iterativos, se tem que a função de luminosidade  $\phi(M)$  e a densidade  $n(z)$  será

$$\phi M_i = \frac{1}{V} \hat{\Psi}_i \sum_{j=1}^J \hat{\nu}_j V_j, \quad (4.38)$$

$$n(z_i) = \frac{\Delta M}{V} \hat{\nu}_j V_j \sum_{i=1}^I \hat{\Psi}_i. \quad (4.39)$$

Em seu trabalho, Choloniewski (1986) sugere que os intervalos usados não sejam muito pequenos para evitar resultados tendenciosos e com grandes erros na determinação da probabilidade. O método descrito aqui é estimado iterativamente e converge mais rápido que os outros métodos de máxima probabilidade (Willmer, 1997). Conhecendo os parâmetros da máxima probabilidade, é possível ajustar a distribuição não paramétrica com uma representação paramétrica. Os erros podem ser estimados de maneira similar ao método de Efstathiou, Ellis e Peterson (1988), por meio da média da matriz de covariância

$$\mathbf{cov}(E_k) \approx \left[ \frac{\partial^2 \mathcal{L}}{\partial E_i \partial E_j} \right]_{E=E_k}^{-1} \quad (4.40)$$

onde  $E_k$  representa o valor esperado do conjunto de estimadores, ou seja,  $E \equiv (\bar{n}, \Psi_i, \nu_j)$ . A maior diferença entre este método e os métodos de probabilidade citados anteriormente, é que este permite determinar a densidade média, a normalização da amostra e a função de luminosidade simultaneamente.

## 4.6 Método $C^-$

Método originalmente introduzido por Lynden-Bell (1971), no estudo de amostras de quasares (Jackson, 1974; Marshall et al., 1983), com o propósito de resolver o problema da obtenção da função de luminosidade de amostras com magnitude limitada (Lynden-Bell, 1971; Choloniewski, 1987) diminuindo as flutuações numéricas. O método passou por modificações ao ser extensivamente analisado por Jackson (1974), Choloniewski (1987) e SubbaRao et al. (1996). A proposta original de Lynden-Bell (1971) era determinar a função de luminosidade cumulativa como uma função degrau, assim a função de luminosidade diferencial era descrita como uma soma ponderada da função Delta de Dirac. Como o método proposto não oferecia praticidade em sua obtenção (Takeuchi; Yoshikawa; Ishii, 2000), Choloniewski (1987) sugere uma extensão do método que apresenta a vantagem de ser simples e elegante (Binggeli; Sandage; Tammann, 1988) e de fornecer corretamente uma função de luminosidade normalizada e a evolução da densidade de galáxias ao mesmo tempo. Além de aplicar o método no estudo de galáxias destacando sua especial utilidade em novas amostras completas com magnitude limitada, Choloniewski (1987) também pontua que este pode ser usado para o estudo de qualquer objeto astronômico.

O método  $C^-$  é um estimador não paramétrico insensível a heterogeneidade da densidade e que faz uso total de todos os dados da amostra (SubbaRao et al., 1996). É considerado o caso limite dos três métodos anteriores de probabilidade, quando cada intervalo contém apenas um objeto (Willmer, 1997). O método permite recuperar a função de luminosidade integral  $\Psi(M)$ , e a função de luminosidade diferencial por meio da expressão

$$\phi(M) = -\frac{d\Psi}{dM}. \quad (4.41)$$

De acordo com Lynden-Bell (1971), uma amostra observada em uma determinada magnitude absoluta  $M$  é definida como  $X(M)$  que representa a distribuição cumulativa da qual, é a função de luminosidade integral  $\Psi(M)$  sujeita a um conjunto de restrições observacionais como, limite de magnitude aparente ou brilho superficial (SubbaRao et al., 1996). Em geral quando há alteração da magnitude  $dM$ , se percebe que a mudança no número de objetos observados não é a mesma que ocorre na distribuição inteira, por conta dos objetos mais fracos que a magnitude aparente não serem detectados (SubbaRao et al., 1996), logo

$$\frac{d\Psi}{\Psi} > \frac{dX}{X}, \quad (4.42)$$

uma vez que é difícil observar objetos fracos, se faz necessário criar um subconjunto de  $X(M)$ , definido como  $C(M)$ , onde se assume a hipótese de que qualquer crescimento infinitesimal  $dM$  conduzirá a uma alteração no número de objetos observados igual a alteração em toda a distribuição (Lynden-Bell, 1971; Choloniewski, 1987; SubbaRao et

al., 1996; Willmer, 1997), valendo a seguinte relação

$$\frac{dX}{C} = \frac{d\Psi}{\Psi}. \quad (4.43)$$

O subconjunto  $C(M)$  é uma função que representa o número de objetos observados com magnitude absoluta mais brilhante que  $M$ .

Para se determinar  $\Psi(M)$ , é preciso integrar a equação 4.43, isto é

$$\Psi(M) = A \exp \left[ \int_{-\infty}^M \frac{dX}{C} \right], \quad (4.44)$$

que é igual a

$$\Psi(M) = A \exp \left[ \int_{-\infty}^M \frac{1}{C(M)} \frac{dX(M)}{dM} dM \right], \quad (4.45)$$

e quando os erros não são incluídos,  $dX(M)$  deve ser escrito como uma função Delta de Dirac

$$dX(M) = \sum_i \delta(M - M_i), \quad (4.46)$$

onde o índice  $i$  representa cada galáxia dentro do espaço  $S$  que representa o levantamento de galáxias limitada pela magnitude, como pode ser visualizado na figura 4.2

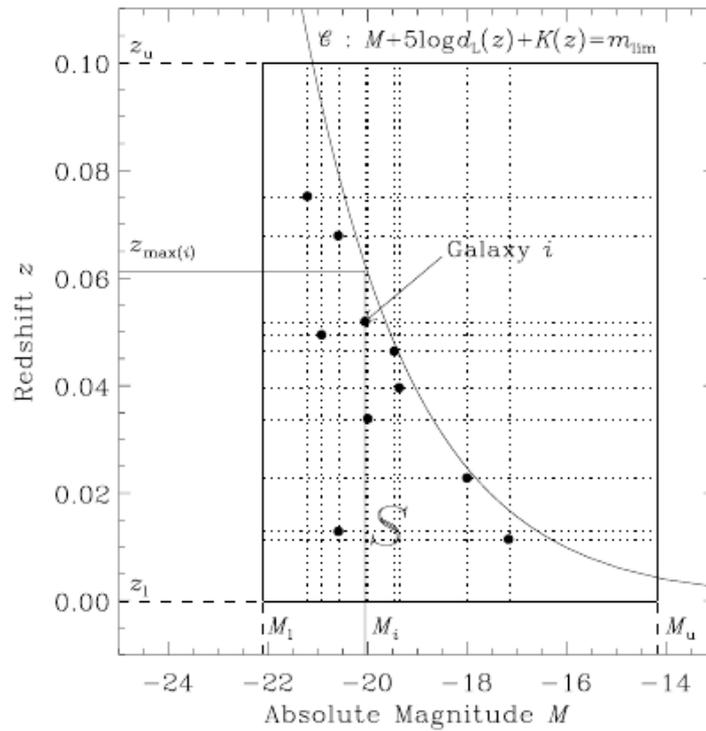


Figura 4.2: Descrição esquemática do método de Lynden-Bell (1971) num plano bidimensional por Takeuchi, Yoshikawa e Ishii (2000).

Como no ponto  $M = M_i$  a função  $C(M)$  é indeterminada (Lynden-Bell, 1971; SubbaRao et al., 1996; Willmer, 1997), é necessário considerar uma aproximação para cada magnitude absoluta  $M_i$  (Lynden-Bell, 1971), como

$$C(M) = C^-(M_i) + x \quad (4.47)$$

onde  $C^-(M_i)$  é o número total de objetos com magnitudes mais brilhantes que  $M_i$ , mas com o próprio ponto  $i$  omissivo, e  $x$  é a variação do número de objetos no intervalo  $M^- - M$  (Lynden-Bell, 1971), isto é

$$x = X(M^-) - X(M). \quad (4.48)$$

Integrando o termo da expressão 4.45 em torno de  $M_i$ , ou seja, de  $M_{i-}$  até  $M_{i+}$ , se tem que

$$\int_{M_{i-}}^{M_{i+}} \frac{1}{C(M_i)} dX(M_i) = \int_0^1 \frac{dx}{C^- + x} = \ln \left\{ \frac{C^-(M_i) + 1}{C^-(M_i)} \right\}, \quad (4.49)$$

e reescrevendo a equação 4.45 como

$$\Psi(M_k) = A \exp \sum_{j=1}^k \ln \left\{ \frac{C^-(M_j) + 1}{C^-(M_j)} \right\} = A \prod_{j=1}^k \frac{C^-(M_j) + 1}{C^-(M_j)}, \quad (4.50)$$

onde  $A$  é uma constante de integração que irá representar o parâmetro de normalização da função de luminosidade (Willmer, 1997) e, a partir da expressão 4.50 se pode construir a função de luminosidade não paramétrica.

Takeuchi, Yoshikawa e Ishii (2000) propõem solução equivalente a de Lynden-Bell (1971) e Choloniewski (1987), apresentando a seguinte relação de recursão

$$\Psi_{k+1} = \frac{C_k + 1}{C_k} \Psi_k, \quad (4.51)$$

que permite escrever a expressão que determina a função de luminosidade cumulativa como

$$\Phi(M) \propto \sum_{k=1}^{M_k < M} \Psi_k = \Psi_1 \prod_{k=1}^{M_k < M} \frac{C_k + 1}{C_k}. \quad (4.52)$$

Ao usar o método introduzido por Lynden-Bell (1971) no estudo de quasares, Caditz e Petrosian (1993) propõem reescrever a função Delta de Dirac como uma função kernel de nivelamento, a fim de tornar o método mais prático e reduzir as flutuações aleatórias nas regiões onde os dados são esparsos. A expressão proposta por Caditz e Petrosian (1993), foi então

$$\rho_{obs}(x) = \frac{1}{h^d} \sum_{t=1}^N \kappa \left[ \frac{1}{h}(x - x_i) \right]. \quad (4.53)$$

Com  $\rho_{obs}(x)$  representando a distribuição intrínseca de objetos,  $h$ , o parâmetro livre que determina a largura do kernel ( $\kappa(x)$ ), ou seja, o grau de nivelamento ou suavidade,  $d$ , o número da medida de parâmetros (dimensão do vetor  $x_i$ ) e  $x = (M, z)$ . As duas propriedades mais importantes do kernel são sua forma e largura (Caditz; Petrosian, 1993). Ao se escolher a largura é possível determinar o grau de nivelamento ou suavidade, onde  $h$  grande conduz a mais suavidade e o mínimo valor é limitado pela incerteza observacional (Caditz; Petrosian, 1993; SubbaRao et al., 1996; Takeuchi; Yoshikawa; Ishii, 2000) que em geral, não fornece suficiente suavidade de flutuações estatísticas a menos que seja tão grande quanto a separação média entre os pontos dos dados (Caditz; Petrosian, 1993). Com relação à forma, se sabe que a melhor para o kernel é a parabólica, conhecida como kernel de Epanechnikov por oferecer a mínima variância, isto é

$$\kappa(x) = \frac{3}{4}(1 - x^2) \quad (4.54)$$

Este estimador é assintoticamente tendencioso, isto é, o valor esperado é levemente diferente do valor verdadeiro mesmo se a amostra for grande (Takeuchi; Yoshikawa; Ishii, 2000).

O erros para o método  $C^-$  são determinados ao assumir que a distribuição pode ser descrita analiticamente e então calcular a matriz de covariância de maneira análoga ao método de Choloniewski (1986) e Efstathiou, Ellis e Peterson (1988), o procedimento foi descrito por Jackson (1974).

## 4.7 Normalização da Função de Luminosidade

A normalização ( $\phi^*$ ) é um parâmetro livre (Felten, 1985), que tem como unidade de medida, o número de galáxias por unidade de volume ( $h^3 Mpc^{-3}$ ), equivalente ao número de densidade. Neste capítulo, foi observado que alguns métodos não fornecem qualquer informação sobre a normalização, sendo necessário estimar este parâmetro de maneira independente. Uma técnica comumente usada para determinar  $\phi^*$  foi inicialmente proposta por Davis e Huchra (1982), porém, ela foi descrita por outros que a apresentaram de forma mais clara ou que fizeram pequenas modificações, dentre eles; Efstathiou, Ellis e Peterson (1988), Loveday et al. (1992), Lin et al. (1996), Lin et al. (1999), Blanton et al. (2001) e Loveday et al. (2012).

A densidade média de uma amostra, originalmente proposta por Davis e Huchra (1982), foi derivada de um estimador de mínima variância, dada como

$$\bar{n} = \frac{\sum_{i=1}^{N_g} N_i(z_i)w(z_i)}{\int_0^{z_{max}} s(z)w(z)\frac{dV}{dz}dz}, \quad (4.55)$$

onde  $N_i(z_i)$  é o número de galáxias no redshift  $z_i$ ,  $z_{max}$  é o redshift máximo da amostra e  $s(z)$  é a função de seleção:

$$s(z) = \frac{\int_{M_b}^{\min(M_{max}(z_i), M_f)} \phi(M) dM}{\int_{M_b}^{M_f} \phi(M) dM} \quad (4.56)$$

que descreve a probabilidade de uma galáxia com redshift  $z$  ser incluída na amostra (Efstathiou; Ellis; Peterson, 1988; Davis; Huchra, 1982), permitindo obter a densidade média com a distribuição de redshift corrigida, onde  $M_b$  e  $M_f$  correspondem às magnitudes absolutas brilhantes e fracas respectivamente, e  $M_{max}(z_i)$  é a magnitude absoluta mais fraca no redshift  $z_i$ . A função peso  $w(z)$  é inversamente proporcional à função de seleção, dada como

$$w(z_i) = \frac{1}{1 + \bar{n} J_3 s(z)}, \quad (4.57)$$

onde  $J_3$  é a integral da função de correlação de dois pontos  $\xi(r)$  (Peebles, 1993)

$$J_3 = \int_0^r r^2 \xi(r) dr, \quad (4.58)$$

que representa o número médio de galáxias em excesso de forma aleatória em torno de cada galáxia a uma distância  $r$  (Willmer, 1997).

O parâmetro de normalização é, então, relacionada com a densidade média da seguinte forma:

$$\phi^* = \frac{\bar{n}}{\int_{M_b}^{M_f} \phi(M) dM}. \quad (4.59)$$

Davis e Huchra (1982) propõem pelo menos três métodos para determinar o número de densidade espacial de galáxias que oferecem diferentes graus de *bias versus* estabilidade, o primeiro deles foi definido como

$$n_1 = \frac{\int_0^{z_{max}} \frac{N(z)}{s(z)} dz}{\int_0^{z_{max}} \frac{dV}{dz} dz}, \quad (4.60)$$

com  $N(z)$  representando o número de galáxias luminosas o suficiente para serem contadas numa casca de espessura  $dz$  no redshift  $z$ . Este estimador não apresentava *bias*, mas apresentava um forte peso dos pontos mais distantes fazendo com que a função de seleção se tornasse pequena e incerta (Davis; Huchra, 1982). Como correção, limitou-se o redshift onde  $s(z) \sim 0, 1$ . O segundo estimador considerado mais estável e que não era afetado pela heterogeneidade em larga escala em primeiro plano e relativamente insensível a variações na função de seleção, era dado ao comparar o número total de objetos contados  $N_T$  com o que seria esperado em um universo homogêneo (Davis; Huchra, 1982). Este estimador

foi chamado  $n_3$  e definido da seguinte maneira,

$$n_3 = \frac{N_T}{\int_0^{z_{max}} s(z) dz}. \quad (4.61)$$

O terceiro estimador proposto, considerado intermediário, foi definido da seguinte maneira

$$n_2 = \frac{\int_0^{z_{max}} \frac{N(z)}{z^2 s(z)} dz}{\Omega \int_0^{z_{max}} dz}, \quad (4.62)$$

onde  $\Omega$  é o ângulo sólido do levantamento de galáxias. O estimador  $n_2$  não apresenta *bias*, já que é obtido pela média dos estimadores que também não apresentam *bias*, porém, sua ponderação está longe da mínima variância dos pesos. Em um universo homogêneo os três estimadores seriam iguais (Davis; Huchra, 1982).

Efstathiou, Ellis e Peterson (1988) propõem dois métodos para determinar a normalização. O primeiro é uma versão levemente diferente da proposta por Davis e Huchra (1982) que usa a mesma ideia de um estimador de mínima variância e sem *bias*, acrescentando a característica de não levar em consideração a contribuição da função de correlação de dois pontos. O estimador proposto é equivalente a  $n_1$  limitando-se ao caso de se ter apenas uma galáxia por intervalo estabelecido:

$$n_{ep} = \frac{1}{V} \sum_{i=1}^{N_g} \frac{1}{s(z_i)}. \quad (4.63)$$

Se tratando da função de Schechter, a normalização será

$$\phi^* = \frac{\frac{1}{V} \sum_{i=1}^{N_g} \frac{1}{s(z_i)}}{\Gamma(\alpha + 1, L_1/L^*) - \Gamma(\alpha + 1, L_2/L^*)} \quad (4.64)$$

onde a soma estende-se a todas as galáxias dentro do volume  $V$  (Efstathiou; Ellis; Peterson, 1988).

O segundo estimador proposto por Efstathiou, Ellis e Peterson (1988), é baseado na média do número de objetos observados em cada levantamento de galáxias. A normalização é obtida ao se calcular o número esperado de galáxias pela integral da função de luminosidade em torno do volume levantado para cada intervalo de magnitude aparente ( $m, m + dm$ ). A integral é dada pela expressão

$$N(m) = \int_0^\infty \frac{dV}{dz} dz \int_{-\infty}^{M_{max}(z)} \phi(M) dM = \phi^* I(m), \quad (4.65)$$

logo,  $\phi^*$  é obtido ao minimizar a expressão em relação ao próprio parâmetro

$$\sum_n \frac{[dN(m_n) - \phi^* dI(m_n)]^2}{\phi^* dI(m_n)}, \quad (4.66)$$

onde a soma se estende ao número total de intervalos  $(m, m + dm)$ , portanto, a normalização será

$$\phi^* = \left[ \frac{\sum_n \frac{[dN(m_n)]^2}{dI(m_n)}}{\sum_n dI(m_n)} \right]^{\frac{1}{2}}. \quad (4.67)$$

[Jackson \(1974\)](#), ao discutir uma extensão do método  $C^-$  no estudo de amostras de quasares, mostra que a normalização pode ser obtida ao se combinar milhares de amostras. Isto pode ser feito ao se determinar o número esperado de objetos em cada subconjunto de amostras geradas a partir da amostra principal, usando uma expressão análoga a [4.65](#), onde cada subconjunto de amostra deve ser ponderada por uma função de seleção apropriada.

A variância esperada no número de densidade média  $e$ , conseqüentemente em  $\phi^*$ , é dada aproximadamente por ([Davis; Huchra, 1982](#); [Efstathiou; Ellis; Peterson, 1988](#))

$$\frac{\delta \bar{n}}{n} = \left[ \frac{1}{\int_0^{z_{max}} s(z) w(z) \frac{dV}{dz} dz} \right]^{\frac{1}{2}} \sim \left[ \frac{J_3}{V} \right]^{\frac{1}{2}}, \quad (4.68)$$

onde a variância é suscetível à forma da função de correlação de dois pontos de galáxias  $\xi(r)$  em larga escala ([Efstathiou; Ellis; Peterson, 1988](#)). Ao se calcular a incerteza de  $\phi^*$ , deve-se levar em consideração as incertezas em  $\alpha$  e  $M$  ([Lin et al., 1996](#)) e, segundo [Efstathiou, Ellis e Peterson \(1988\)](#), as largas flutuações na normalização são causadas pela completeza das amostras ou por erros sistemáticos na magnitude, não podendo ser evidenciada por meio de estudos das formas da função de luminosidade ou pelo teste  $V/V_{max}$ .

## Seleção das amostras e análise dos resultados

Neste capítulo foi feita uma seleção de amostras que correspondem aos dados usados por cada autor para a determinação da função de luminosidade de galáxias dentro do que foi abordado nos capítulos anteriores usando a expressão analítica proposta por [Schechter \(1976\)](#), incluindo os resultados obtidos por [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) ao usar a nova expressão analítica proposta. Seguindo este raciocínio destacaremos as literaturas na seguinte sequência:

- Função de luminosidade de galáxias e a evolução com *redshift*;
- Função de luminosidade de galáxias com dependência na cor e morfologia;
- Função de luminosidade de galáxias e sua dependência no ambiente;
- Função de luminosidade de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#);
- Resultados com a distribuição de luminosidade de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#).

### 5.1 Função de luminosidade de galáxias e a evolução com *redshift*

#### 5.1.1 [Lin et al. \(1999\)](#)

[Lin et al. \(1999\)](#) examinou a evolução da função de luminosidade com o redshift usando uma amostra de  $\sim 2000$  galáxias, com redshift  $0.12 < z < 0.55$  e magnitude  $17.0 < R_c < 21.5$ , tiradas do *Canadian Network for Observational Cosmology Field Galaxy Redshift Survey* (CNOC2), usando o sistema fotométrico UBVRI, contudo, para determinar a função de luminosidade somente as bandas B, R e U foram utilizadas. O seu principal resultado é destacado como uma clara e quantitativa separação entre a luminosidade e a evolução da densidade na função de luminosidade para diferentes populações de galáxias constatando que a função de luminosidade de galáxias é fortemente dependente da morfologia. O cálculo da função de luminosidade foi dividida entre galáxias *early-type*, *intermediate-type* e *late-type*, classificação atribuída por meio do sistema fotométrico e pela distribuição de energia espectral (*SED*), obtendo os gráficos da figura 5.1. A função de luminosidade foi determinada a partir do método de Máxima Probabilidade Passo a

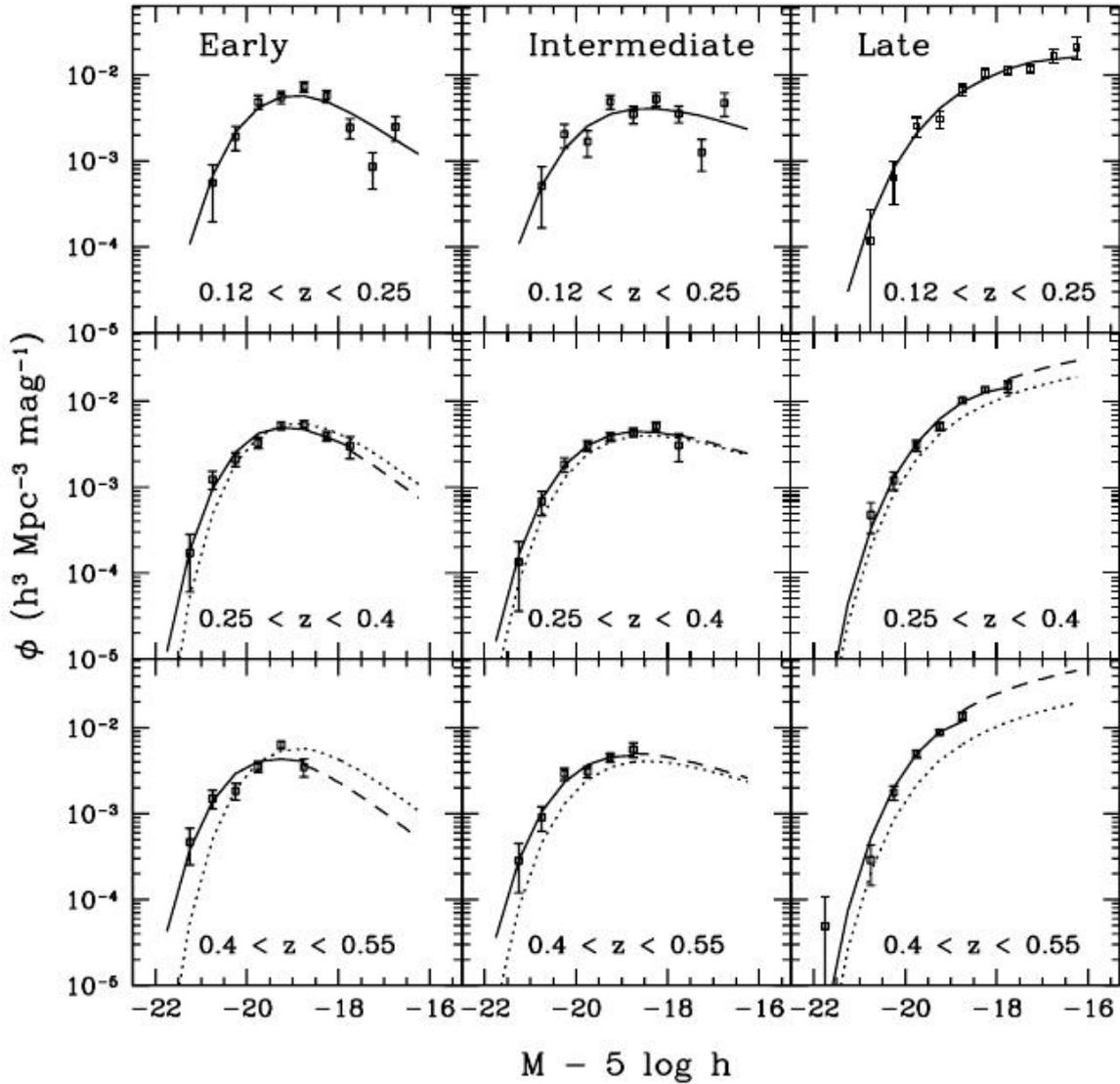


Figura 5.1: Função de luminosidade na banda B para as galáxias *early-type*, *intermediate-type* e *late-type* do CNOC2 (da esquerda para a direita) separadas em três intervalos de redshift que aumenta de cima para baixo. Os dados obtidos adotaram  $H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $h = 1$  e o parâmetro de desaceleração  $q_0 = 0.5$ .

Passo ( discutido na seção 4.4), porém, com modificações para se inserir a evolução com o redshift. Na figura 5.1, é apresentado o melhor ajuste paramétrico do modelo de evolução da função de luminosidade (curva sólida), o não paramétrico usando o método de Máxima Probabilidade Passo a Passo de Efstathiou, Ellis e Peterson (1988) (pontos com  $1\sigma$  de erro), a função de luminosidade aceita como padrão do menor intervalo de redshift para cada tipo de galáxia (curva pontilhada) e as extrapolações (curvas tracejadas) do melhor ajuste paramétrico da função de luminosidade. A extrapolação é feita para magnitudes mais fracas que as acessíveis pelo levantamento em cada intervalo de redshift. Os valores dos parâmetros obtidos podem ser observados na tabela 5.1.

Amostra	N	$M^*$	$\alpha$	$\phi^*(z=0)(h^3 Mpc^{-3} mag^{-1})$	P	Q
B, $q_0 = 0.5$						
<i>Early</i>	611	$-19.06 \pm 0.12$	$0.08 \pm 0.14$	$0.0203 \pm 0.0036$	$-1.07 \pm 0.49$	$1.58 \pm 0.49$
<i>Intermediate</i>	518	$-19.38 \pm 0.16$	$-0.53 \pm 0.15$	$0.0090 \pm 0.0023$	$0.73 \pm 0.70$	$0.90 \pm 0.72$
<i>Early + Intermediate</i>	1129	$-19.19 \pm 0.10$	$-0.20 \pm 0.10$	$0.0291 \pm 0.0049$	$-0.27 \pm 0.40$	$1.29 \pm 0.41$
<i>Late</i>	1016	$-19.26 \pm 0.16$	$-1.23 \pm 0.12$	$0.0072 \pm 0.0033$	$3.08 \pm 0.99$	$0.18 \pm 0.71$
Amostra	$\rho_L(z=0)$	$\rho_L(0.12 < z < 0.25)$	$\rho_L(0.25 < z < 0.40)$	$\rho_L(0.40 < z < 0.55)$		
B, $q_0 = 0.5$						
<i>Early</i>	$0.258 \pm 0.042$	$0.301 \pm 0.074$	$0.387 \pm 0.071$	$0.265 \pm 0.045$		
<i>Intermediate</i>	$0.159 \pm 0.028$	$0.217 \pm 0.055$	$0.351 \pm 0.063$	$0.259 \pm 0.045$		
<i>Late</i>	$0.189 \pm 0.030$	$0.390 \pm 0.094$	$0.580 \pm 0.109$	$0.720 \pm 0.123$		
Total	$0.606 \pm 0.078$	$0.907 \pm 0.213$	$1.318 \pm 0.230$	$1.244 \pm 0.191$		

Tabela 5.1: Parâmetros obtidos da função de luminosidade com evolução na banda B e evolução da densidade de luminosidade  $\rho_L$  para cada tipo de galáxia medida em  $10^{20} hWHz^{-1} Mpc^{-1}$ . Todos os resultados foram obtidos com a função de [Schechter \(1976\)](#).

Como já discutido anteriormente na seção 3.6, os parâmetros P e Q são usados para quantificar a taxa de evolução da função de luminosidade e observando a tabela 5.1, mais especificamente os resultados obtidos para  $q_0 = 0.5$ , pode se ver que:

- Para as galáxias *late-type* o melhor ajuste é obtido para uma evolução de densidade fortemente positiva ( $P = 3.08 \pm 0.99$ ), enquanto praticamente não se observa evolução da luminosidade ( $Q = 0.18 \pm 0.71$ );
- Para as galáxias *intermediate-type* uma fraca evolução positiva da densidade ( $P = 0.73 \pm 0.70$ ) mais uma evolução de luminosidade relativamente pequena também ( $Q = 0.90 \pm 0.72$ ), que resulta numa moderada evolução da densidade de luminosidade;
- E para as galáxias *early-type* é observado que o melhor ajuste é alcançado para uma evolução de densidade negativa ( $P = -1.07 \pm 0.49$ ), onde é aproximadamente compensada pela evolução de luminosidade positiva ( $Q = 1.58 \pm 0.49$ ), que resulta numa fraca evolução da densidade de luminosidade.

A partir dessas observações, Lin et al. (1999) destaca que as galáxias *late-type* apresentam os parâmetros de evolução P e Q fortemente correlacionados, indicando que evoluem de maneira diferente quando comparado as *early-type* e *intermediate-type*. Além disso, é visível um grande aumento da densidade de luminosidade para as galáxias *late-type*, característica que é observada em toda população que evolui rapidamente consistindo de galáxias que foram ativas em formação estelar no passado, em face deste aumento se sugere que a fusão entre galáxias tem um importante papel na evolução de galáxias, porém, outros processos como, os que afetam as propriedades de formação estelar podem ser similares aos efeitos de fusão e causar mudanças equivalentes no número de densidade, por exemplo, uma subpopulação de galáxias que atravessam um processo intenso e contínuo de formação estelar (*starburst*) entre as *late-type* a altos *redshifts* podem ser responsáveis pela evolução de densidade. As galáxias do tipo *early-type* e *intermediate-type* apresentam um  $\rho_L$  relativamente constante e uma evolução de luminosidade que se encontra dentro do intervalo esperado mostrando estar de acordo com o modelo de evolução das galáxias.

### 5.1.2 Blanton et al. (2003a)

Blanton et al. (2003a) usou do SDSS, um catálogo de 147.986 galáxias extraíndo informações como *redshifts* e fluxos, onde foi medido a densidade de luminosidade das galáxias em  $z = 0.1$  e a função de luminosidade em 5 bandas ópticas  $^{0.1}u$ ,  $^{0.1}g$ ,  $^{0.1}r$ ,  $^{0.1}i$  e  $^{0.1}z$  com comprimentos de onda efetivos  $\lambda_{eff} = (3216, 4240, 5595, 6792, 8111 \text{ \AA})$ , respectivamente. A densidade de luminosidade foi determinada usando o sistema de magnitude absoluta AB e a função de luminosidade foi determinada a partir do método definido por

Efstathiou, Ellis e Peterson (1988) ( discutido na seção 4.4). Para o levantamento das galáxias, foi estabelecido limites para cada banda a partir da magnitude aparente ou fluxo limite e assim para o *redshift* e a magnitude absoluta, como pode ser observado na tabela 5.2.

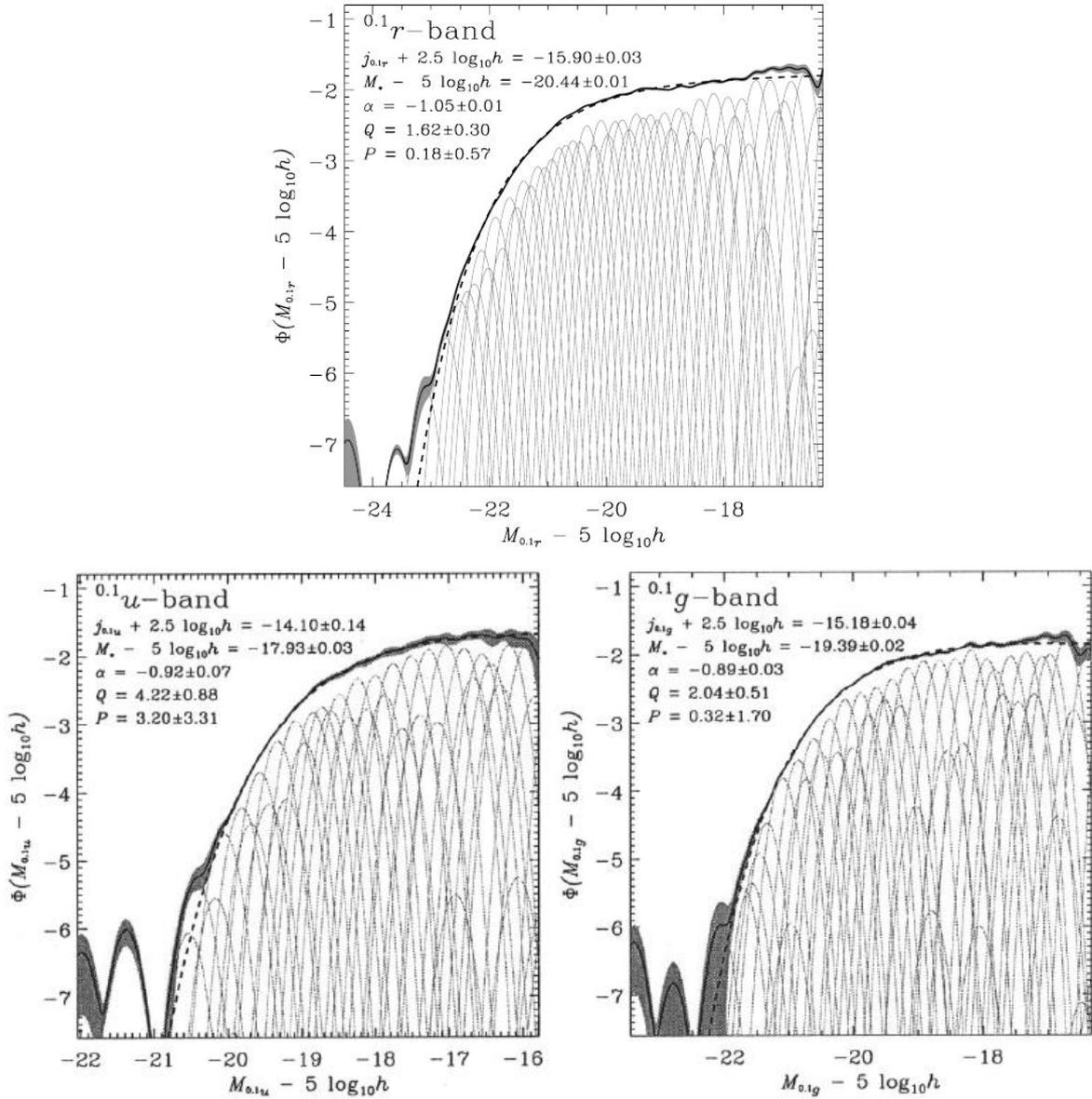


Figura 5.2: Resultado dos ajustes da função de luminosidade nas bandas  $0.1r$ ,  $0.1u$  e  $0.1g$ . Para cada gráfico temos; as linhas sólidas e pretas que representam os ajustes da função de luminosidade; as linhas sólidas finas e cinzas que representam as Gaussianas individuais que somam para formar a função de luminosidade total; a região cinza que aparece na mesma região da linha sólida e preta representa  $1\sigma$  de erro em volta da linha e a linha tracejada representa o melhor ajuste usando a função de Schechter. Em cada imagem também aparece os resultados obtidos para cada banda, como a densidade de luminosidade ( $j$ ), a magnitude característica ( $M^*$ ), a inclinação do *faint end* ( $\alpha$ ) e os parâmetros de evolução ( $P$  e  $Q$ ).

O uso do método não paramétrico de ajuste da função de luminosidade (expressão 3.40) é justificado por Blanton et al. (2003a) pelo fato da função de Schechter não oferecer um perfeito ajuste aos seus dados e, além disso, em vez de maximizar a probabilidade da magnitude absoluta em um dado *redshift*, será maximizado em conjunto a probabilidade da magnitude absoluta e *redshift*. A magnitude absoluta  $M$  foi construída a partir da magnitude aparente  $m$  e do *redshift* como segue:

$$M_{0.1r} - 5\log_{10}h = m_r - DM(z, \Omega_0, \Omega_\Lambda, h = 1) - K_{0.1r}(z), \quad (5.1)$$

onde  $DM(z, \Omega_0, \Omega_\Lambda, h = 1)$  é o módulo da distância, como determinada a partir do *redshift* assumindo a cosmologia descrita na tabela 5.2, e  $K_{0.1r}(z)$  é a correção-K da banda r de uma galáxia em um *redshift*  $z$ .

As figuras 5.2 e 5.3 mostram a função de luminosidade em cada banda, destacando a linha preta grossa que mostra o melhor ajuste da função de luminosidade, a linha fina e cinza que representa Gaussianas que somam para formar a função de luminosidade, a região cinza em volta da linha preta grossa que representa o erro de  $1\sigma$  e a linha tracejada que representa o melhor ajuste com a função de Schechter.

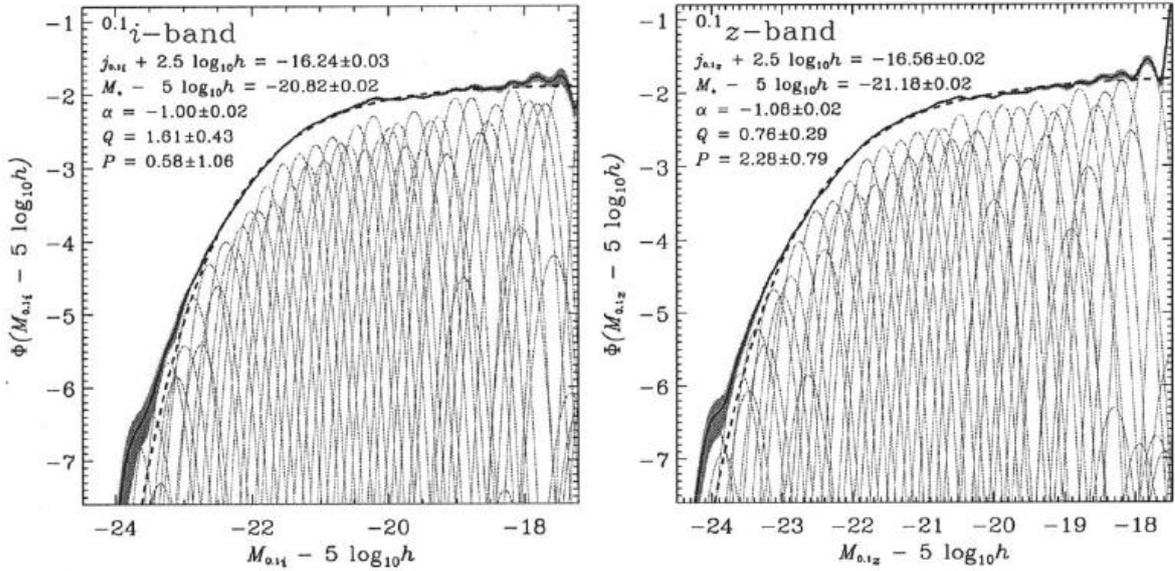


Figura 5.3: Resultado dos ajustes da função de luminosidade nas bandas  $0.1i$  e  $0.1z$ . Para cada gráfico temos; as linhas sólidas e pretas que representam os ajustes da função de luminosidade; as linhas sólidas finas e cinzas que representam as Gaussianas individuais que somam para formar a função de luminosidade total; a região cinza que aparece na mesma região da linha sólida e preta representa  $1\sigma$  de erro em volta da linha e a linha tracejada representa o melhor ajuste usando a função de Schechter. Em cada imagem também aparece os resultados obtidos para cada banda, como a densidade de luminosidade ( $j$ ), a magnitude característica ( $M^*$ ), a inclinação do *faint end* ( $\alpha$ ) e os parâmetros de evolução ( $P$  e  $Q$ ).

Banda	Fluxo Limite	Limite de <i>Redshift</i>	Limite de Magnitude Absoluta	Número de Galáxias
$^{0.1}u$	$m_u < 18.36$	$0.02 < z < 0.14$	$-21.93 < M_{0.1u} - 5\log_{10}h < -15.54$	22020
$^{0.1}g$	$m_g < 17.69$	$0.02 < z < 0.17$	$-23.38 < M_{0.1g} - 5\log_{10}h < -16.10$	53999
$^{0.1}r$	$m_r < 18.79$	$0.02 < z < 0.22$	$-24.26 < M_{0.1r} - 5\log_{10}h < -16.11$	147986
$^{0.1}i$	$m_i < 16.91$	$0.02 < z < 0.22$	$-23.84 < M_{0.1i} - 5\log_{10}h < -17.07$	88239
$^{0.1}z$	$m_z < 16.50$	$0.02 < z < 0.22$	$-24.08 < M_{0.1z} - 5\log_{10}h < -17.34$	73463

Tabela 5.2: Dados de seleção limite estabelecidos no levantamento das galáxias do SDSS em cada banda. Todos os resultados seguem o modelo cosmológico de Friedmann-Robertson-Walker com densidade de matéria  $\Omega_0 = 0.3$ , pressão do vácuo  $\Omega_\Lambda = 0.7$  e a constante de Hubble  $H_0 = 100hkms^{-1}Mpc^{-1}$  com  $h = 1$ .

$\Omega_0$	$\Omega_\Lambda$	Banda	$\phi^*(\times 10^{-2}h^3Mpc^{-3})$	$M^* - 5\log_{10}h$	$\alpha$
0.3	0.7	$^{0.1}u$	$3.05 \pm 0.33$	$-17.93 \pm 0.03$	$-0.92 \pm 0.07$
0.3	0.7	$^{0.1}g$	$2.18 \pm 0.08$	$-19.39 \pm 0.02$	$-0.89 \pm 0.03$
0.3	0.7	$^{0.1}r$	$1.49 \pm 0.04$	$-20.44 \pm 0.01$	$-1.05 \pm 0.01$
0.3	0.7	$^{0.1}i$	$1.47 \pm 0.04$	$-20.82 \pm 0.02$	$-1.00 \pm 0.02$
0.3	0.7	$^{0.1}z$	$1.35 \pm 0.04$	$-21.18 \pm 0.02$	$-1.08 \pm 0.02$

Tabela 5.3: Resultados do ajuste da Função de Schechter.

$\Omega_0$	$\Omega_\Lambda$	Banda	$\lambda_{eff}(\text{\AA})$	$j(\times 10^8hL_\odot Mpc^{-3})$	$Q$	$P$	$f_{np}$
0.3	0.7	$^{0.1}u$	3216	$2.29 \pm 0.32$	$4.22 \pm 0.88$	$3.20 \pm 3.31$	0.90
0.3	0.7	$^{0.1}g$	4240	$1.78 \pm 0.05$	$2.04 \pm 0.51$	$0.32 \pm 1.70$	0.97
0.3	0.7	$^{0.1}r$	5595	$1.84 \pm 0.04$	$1.62 \pm 0.30$	$0.18 \pm 0.57$	1.00
0.3	0.7	$^{0.1}i$	6792	$2.12 \pm 0.05$	$1.61 \pm 0.43$	$0.58 \pm 1.06$	0.99
0.3	0.7	$^{0.1}z$	8111	$2.69 \pm 0.05$	$0.76 \pm 0.29$	$2.28 \pm 0.79$	1.01

Tabela 5.4: Tabela com resultados obtidos da densidade de luminosidade ( $j$ ) e os parâmetros de evolução ( $Q$  e  $P$ ) seguido da variável  $f_{np}$  que é a fração da densidade de luminosidade que contribuiu para o ajuste não paramétrico.

Em cada banda é possível observar junto à curva os valores obtidos em cada ajuste, sendo apresentado também nas tabelas 5.3 e 5.4. Na tabela 5.3 estão os resultados dos parâmetros da função de Schechter que mostram um *faint end* aproximadamente plano para todas as bandas, equanto que para a magnitude característica se observa o aumento do brilho, dando destaque para as bandas  $^{0.1}i$  e  $^{0.1}z$ . Uma considerável diferença foi observada entre este trabalho e o de Blanton et al. (2001) que apresentou um *faint end* mais íngreme em todas as bandas pelo fato de não levar em consideração a evolução com o *redshift*. Na tabela 5.4, se encontra os parâmetros de evolução obtidos nos melhores ajustes, onde Blanton et al. (2003a) chama a atenção para o seu modelo que por conta das restrições atribuídas, as galáxias de todas as luminosidades evoluem igualmente. Esta restrição causa uma deficiência no modelo, fazendo com que o parâmetro de evolução de luminosidade  $Q$  tenha valores tendenciosos. Dentre os resultados apresentados, a banda  $^{0.1}u$  apresenta uma forte evolução de luminosidade ( $Q = 4.22 \pm 0.88$ ), mesmo com uma incerteza relativamente alta, enquanto as demais bandas mostram valores de  $Q \sim 1$  ou  $Q \sim 2$ , consistente com a evolução de populações estelares relativamente velhas. Ainda com relação a banda  $^{0.1}u$ , explica-se que um valor de  $Q$  extraordinariamente grande está relacionado ao fato de que a maioria das galáxias luminosas nesta banda são azuis, onde se espera que evoluam mais rápido que as vermelhas. Com relação ao parâmetro  $P$ , Blanton et al. (2003a) afirma que não acredita que este parâmetro reflita verdadeiramente a evolução da densidade numérica.

## 5.2 Função de luminosidade de galáxias com dependência na cor e morfologia

### 5.2.1 Marzke et al. (1998)

Em seu trabalho, é investigada a dependência da função de luminosidade local na morfologia usando 5404 galáxias do *Second Southern Sky Redshift Survey* (SSRS2) em  $z \leq 0.05$ . As galáxias extraídas desse levantamento compreendem um intervalo de magnitude absoluta de  $-22 \leq M_B \leq -14$ , considerando a constante de Hubble  $H_o = 100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  e o parâmetro de desaceleração  $q_o = 0, 2$ . As galáxias foram divididas em *early-type* (E/S0), espirais e irregulares ou peculiares (Irr/Pec). Essa divisão foi feita com o propósito de poder comparar os resultados da sua função de luminosidade com os de outros realizados em levantamentos diferentes afim de verificar a consistência de seus resultados.

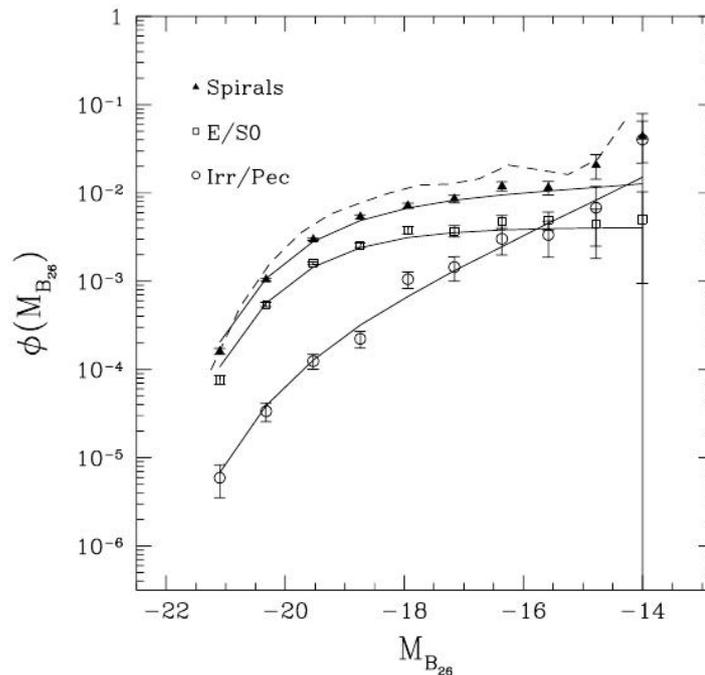


Figura 5.4: Gráfico com a função de luminosidade de cada classe de galáxia destacando sua dependência na morfologia. A linha tracejada representa a função de luminosidade para todas as galáxias obtida pelo método de Efstathiou, Ellis e Peterson (1988) ( discutido na seção 4.4).

A figura 5.4, mostra a função de luminosidade de cada classe de galáxia e também a função de luminosidade de toda a amostra representada pela linha tracejada que foram obtidas por meio do método de máxima probabilidade passo a passo de Efstathiou, Ellis e Peterson (1988). A tabela 5.5 lista os parâmetros da função de Schechter obtidos com o melhor ajuste e incerteza de  $1\sigma$  de erro. A partir destes dados se observa que dentro do intervalo de magnitude absoluta estabelecido, a função de luminosidade para todas as galáxias e as espirais apresentam a mesma característica tanto no *faint end*

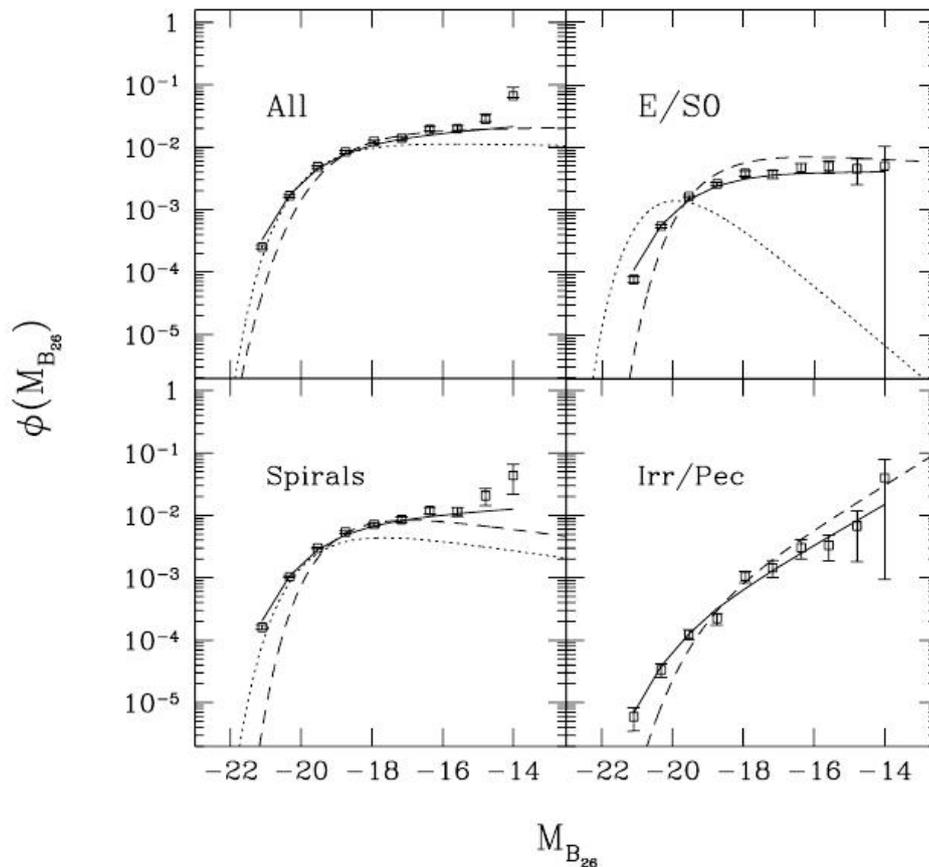


Figura 5.5: Comparação dos resultados obtidos no SSRS2 (Marzke et al., 1998) (linha sólida e quadrados abertos) com os resultados obtidos no *CfA Redshift Survey* (Marzke; Huchra; Geller, 1994) (linhas tracejadas) e no *Stromlo-APM* (Loveday et al., 1992) (linhas pontilhadas).

como no brilho relacionado a magnitude característica, enquanto as galáxias E/S0 mostram um *faint end* plano  $\alpha = -1.00^{+0.09}_{-0.09}$ , característica que segundo Marzke et al. (1998) é equivalente aos resultados obtidos no *CfA Redshift Survey* (Marzke; Huchra; Geller, 1994) e diferentes dos obtidos do *Stromlo-APM* (Loveday et al., 1992) (veja figura 5.5). A função de luminosidade das galáxias Irr/Pec se mostra muito mais íngreme do que em qualquer outra classe de galáxias, onde o melhor ajuste do *faint end* é  $\alpha = -1.81^{+0.24}_{-0.24}$ , valor muito similar ao obtido no *CfA Redshift Survey* com  $\alpha = -1.88 \pm 0.2$ , com uma magnitude característica consideravelmente mais brilhante, característica observada por quê o levantamento SSRS2 mostra um excesso de galáxias irregulares brilhantes. Este padrão aparece em cada classe morfológica, logo, Marzke et al. (1998) afirma que isso pode ser evidência de que as galáxias brilhantes no *CfA Redshift Survey* são geralmente sub-representadas. Na figura 5.5, se observa que no gráfico que corresponde às galáxias Irr/Pec não há curva referente aos dados *Stromlo-APM* por quê no cálculo da função de luminosidade, Loveday et al. (1992) combinou as galáxias espirais com as irregulares inviabilizando a comparação de Marzke et al. (1998).

Amostra	$N_{gal}$	$M^*$	$\alpha$	$\phi^*(\times 10^{-3} Mpc^{-3})$
Todas	5036	$-19.43^{+0.06}_{-0.06}$	$-1.12^{+0.05}_{-0.05}$	$12.8 \pm 2.0$
E/S0	1587	$-19.37^{+0.10}_{-0.11}$	$-1.00^{+0.09}_{-0.09}$	$4.4 \pm 0.8$
Espirais	3227	$-19.43^{+0.08}_{-0.08}$	$-1.11^{+0.07}_{-0.06}$	$8.0 \pm 1.4$
Irr/Pec	204	$-19.78^{+0.40}_{-0.50}$	$-1.81^{+0.24}_{-0.24}$	$0.2 \pm 0.08$

Tabela 5.5: Parâmetros da função de Schechter obtidos a partir do ajuste.

### 5.2.2 *Blanton et al. (2001)*

Usando 11275 galáxias completas do SDSS para a banda  $r^* = 17.6$  em torno de uma área de  $140 \text{ graus}^2$ , se determinou a função de luminosidade de galáxias locais ( $z < 0.2$ ) na banda  $r^*$  no intervalo de magnitude absoluta  $-23 < M_{r^*} < -16$  e com  $h = 1$  usando o método de [Efstathiou, Ellis e Peterson \(1988\)](#). Além disso se investigou a correlação da luminosidade com outras propriedades das galáxias, como o brilho superficial, a cor intrínseca  $g^* - r^*$  e a morfologia. [Blanton et al. \(2001\)](#) explorou a função de luminosidade de galáxias de diferentes cores intrínsecas  $g^* - r^*$  a fim de verificar se a função de luminosidade difere entre galáxias de diferentes cores. A distribuição resultante,  $\phi[M_{r^*}, (g^* - r^*)_0] \sim 0.75$ , pode ser observada na figura 5.6(a) que mostra o pico "E/S0" em  $(g^* - r^*)_0 \sim 0.75$ , sendo bem conhecida no contexto de aglomerados de galáxias, bem como a dependência da cor na luminosidade. Em adição, se verifica que em  $M_{r^*} > -19$ , no *faint end*, que as galáxias mais vermelhas apresentam um número de densidade significativamente menor que a das galáxias mais azuis. Na figura 5.6(b), é apresentada a distribuição de cor como uma função de luminosidade, onde também há destaque para o ponto onde  $(g^* - r^*)_0 \sim 0.75$  sendo aparente em altas luminosidades, enquanto a distribuição de cor em baixas luminosidades é relativamente plana. Diante dos resultados, [Blanton et al. \(2001\)](#) conclui que a função de Schechter representa um bom ajuste aos dados, destacando que o *faint end* é sensível ao brilho superficial, cor e morfologia das galáxias, e mostrando que as galáxias luminosas tendem a ter alto brilho superficial, avermelhadas e mais concentradas que as galáxias menos luminosas.

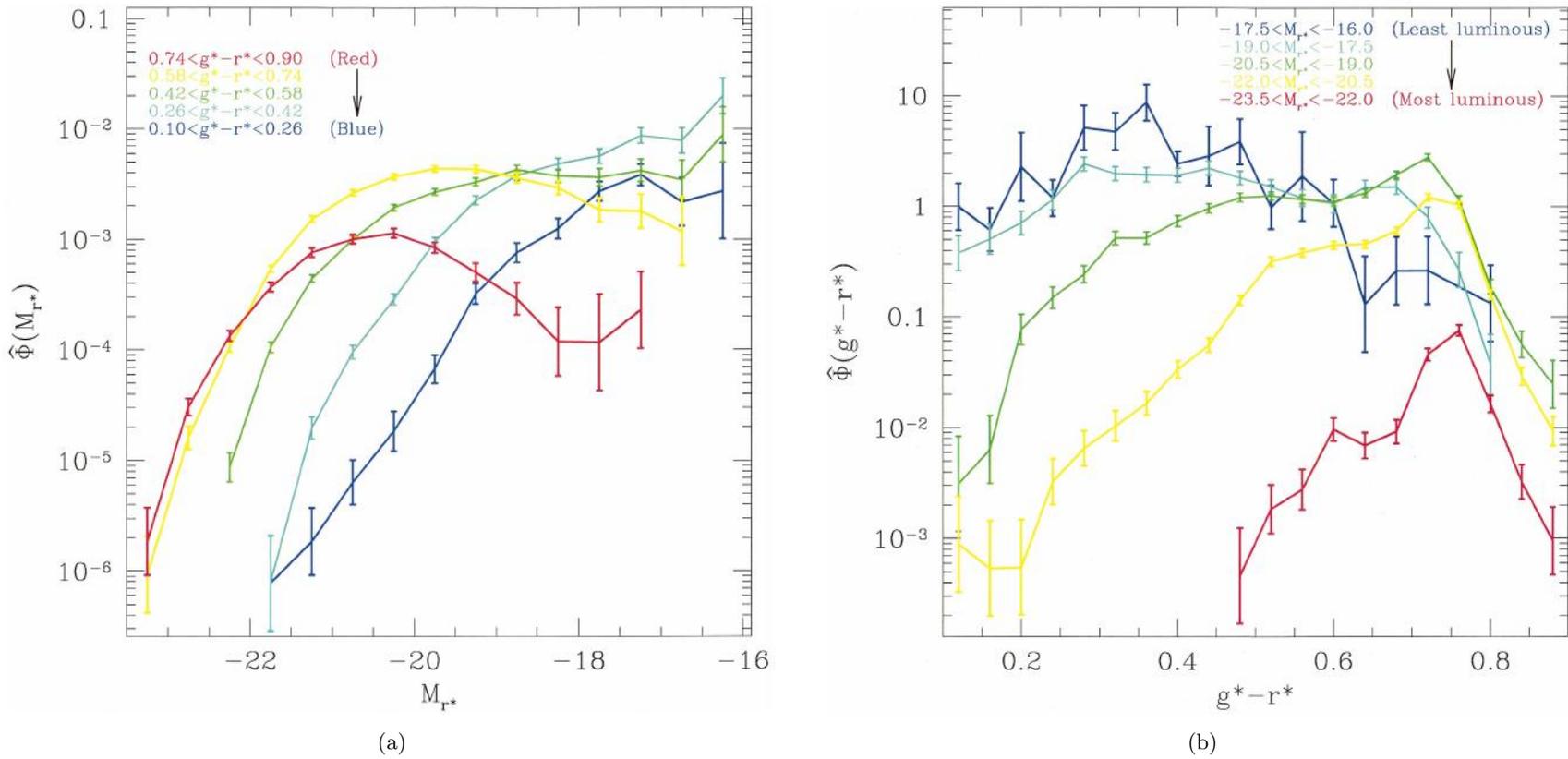


Figura 5.6: (a): Função de luminosidade em intervalos de cor intrínseca  $g^* - r^*$ , em unidades de galáxias por  $h^{-3}Mpc^3$  por unidade de magnitude. Cada curva é identificada por uma cor que marca as galáxias que vão desde muito vermelhas até muito azuis. (b): Distribuição de cor intrínseca  $g^* - r^*$  para milhares de valores de luminosidade na banda  $r^*$ , em unidades de galáxias por  $h^{-3}Mpc^3$  por unidade de cor. Cada curva é identificada por uma cor que marca as galáxias que vão desde menos luminosas até as mais luminosas.

### 5.2.3 *Cuesta-Bolao e Serna (2003)*

No trabalho de [Cuesta-Bolao e Serna \(2003\)](#), foi investigado a dependência na morfologia e no ambiente da função de luminosidade de galáxias usando uma amostra de dados observacionais homogênea a partir do *Update Zwicky Catalog* (UZC). A seleção das galáxias foi realizada com uma latitude galáctica  $|b| \leq 30^\circ$ , com o propósito de reduzir a absorção galáctica, ângulo sólido  $\Omega = 3.31$  sr (sr = esferorradiano), magnitude limite aparente  $m_{lim} = 15.3$  e distância limite  $r_{lim} = 40$  Mpc que possibilitou levantar uma subamostra limitada em volume e completa em magnitude aparente e absoluta de  $\sim 900$  galáxias. A função de luminosidade é determinada a partir do método Clássico (seção 4.1) devido a sua simplicidade.

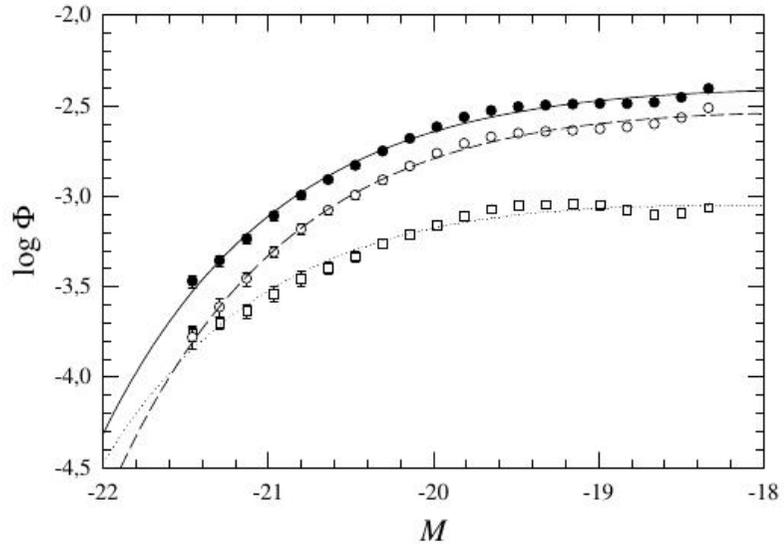
As primeiras avaliações da função de luminosidade foram realizadas a partir de galáxias separadas por morfologia em classes ou isoladas, mas também é apresentada a função de luminosidade para todas as galáxias da amostra para efeito de comparação com as funções individuais, como pode ser observado na tabela 5.6. Na figura 5.7(a), é apresentado os dados observacionais da função de luminosidade global (círculos pretos) e seu respectivo ajuste com a função de Schechter (linha sólida), onde a função apresenta um *faint end* ( $\alpha = -0.95 \pm 0.07$ ) aproximadamente plano e sem qualquer excesso aparente de galáxias brilhantes. Neste mesmo gráfico estão os dados dos grupos E/S0 e S/I que serão discutidas de forma específica, porém, pode se perceber que o grupo S/I se mostra mais abundante que o E/S0 em grandes intervalos de magnitude absoluta. Dentro do intervalo considerado neste trabalho, [Cuesta-Bolao e Serna \(2003\)](#) afirma que o grupo das elípticas e lenticulares são dominantes somente para magnitudes absolutas mais brilhantes que  $\sim -21.5$ . No gráfico 5.7(b), também são apresentados os dados referentes ao grupo E/S0, de onde se obtém um *faint end* ( $\alpha = -0.88 \pm 0.13$ ) levemente decrescente e com uma magnitude característica levemente mais brilhante ( $\sim 0.2$  mag) que a função de luminosidade global, características que não se mostram muito diferentes da função global. Ao se desmembrar as galáxias elípticas das lenticulares, fica clara a diferença entre as funções de luminosidade de cada uma. O *faint end* das E se mostra crescente ( $\alpha = -1.16 \pm 0.20$ ) enquanto o *faint end* das S0 + S0a se mostra decrescente ( $\alpha = -0.69 \pm 0.20$ ). A magnitude característica se mostra mais brilhante para as galáxias E ( $\sim 1.6$  mag) em relação as galáxias S0 + S0a, como consequência disso se observa no *bright end* da função de luminosidade das E/S0 o domínio de galáxias E, enquanto as S0 chegam a ser mais abundantes em magnitudes absolutas mais fracas que  $\sim -21.2$ . Na figura 5.8, é apresentanda a função de luminosidade para as galáxias espirais e irregulares (S/I) com uma magnitude característica levemente mais fraca que a magnitude característica da função global ( $\sim 0.15$  mag) e um *faint end* ligeiramente menor ( $\alpha = -0.92 \pm 0.10$ ) mas, ainda compatível com um *faint end* plano. Em adição, no mesmo gráfico é avaliada a função de luminosidade de espirais e irregulares separadas por classes morfológicas onde se percebe uma significativa redução do *faint end* seguindo das galáxias *early-type* espirais até as irregulares.

Tipo	$N_{gal}$	$M^*$	$\alpha$	$\phi^*(\times 10^{-3} Mpc^{-3})$
Todas	707	$-20.32 \pm 0.10$	$-0.95 \pm 0.07$	$4.8 \pm 0.5$
E/S0	187	$-20.55 \pm 0.20$	$-0.88 \pm 0.13$	$1.3 \pm 0.3$
S/I	520	$-20.16 \pm 0.15$	$-0.92 \pm 0.10$	$3.9 \pm 0.6$
E	62	$-21.78 \pm 0.90$	$-1.16 \pm 0.20$	$0.2 \pm 0.1$
S0 + S0a	125	$-20.14 \pm 0.25$	$-0.69 \pm 0.20$	$1.2 \pm 0.3$
Sa + Sab	88	$-19.69 \pm 0.36$	$-0.43 \pm 0.45$	$1.1 \pm 0.2$
Sb + Sbc	150	$-20.67 \pm 0.39$	$-0.99 \pm 0.19$	$0.9 \pm 0.3$
Sc + Scd	212	$-19.91 \pm 0.29$	$-0.75 \pm 0.22$	$2.0 \pm 0.5$
Sd + I	70	$-20.67 \pm 0.32$	$-2.15 \pm 0.20$	$0.1 \pm 0.0$
E	62	$-21.78 \pm 0.90$	$-1.16 \pm 0.20$	$0.2 \pm 0.1$
S0	89	$-19.87 \pm 0.32$	$-0.43 \pm 0.31$	$1.1 \pm 0.2$
S0a	36	$-21.52 \pm 1.30$	$-1.37 \pm 0.54$	$0.1 \pm 0.1$
Sa	47	$-19.52 \pm 0.45$	$-0.11 \pm 0.56$	$0.7 \pm 0.2$
Sab	41	$-20.10 \pm 0.55$	$-0.82 \pm 0.53$	$0.4 \pm 0.2$
Sb	79	$-21.03 \pm 0.74$	$-1.29 \pm 0.31$	$0.3 \pm 0.2$
Sbc	71	$-20.51 \pm 0.61$	$-0.76 \pm 0.31$	$0.6 \pm 0.2$
Sc	171	$-19.85 \pm 0.26$	$-0.60 \pm 0.21$	$1.9 \pm 0.4$
Scd	41	$-21.29 \pm 1.00$	$-1.94 \pm 0.50$	$0.1 \pm 0.1$
Sd	25	$-22.91 \pm 0.43$	$-2.40 \pm 0.60$	$0.1 \pm 0.1$
I	45	$-20.99 \pm 0.40$	$-2.12 \pm 0.25$	$0.1 \pm 0.1$

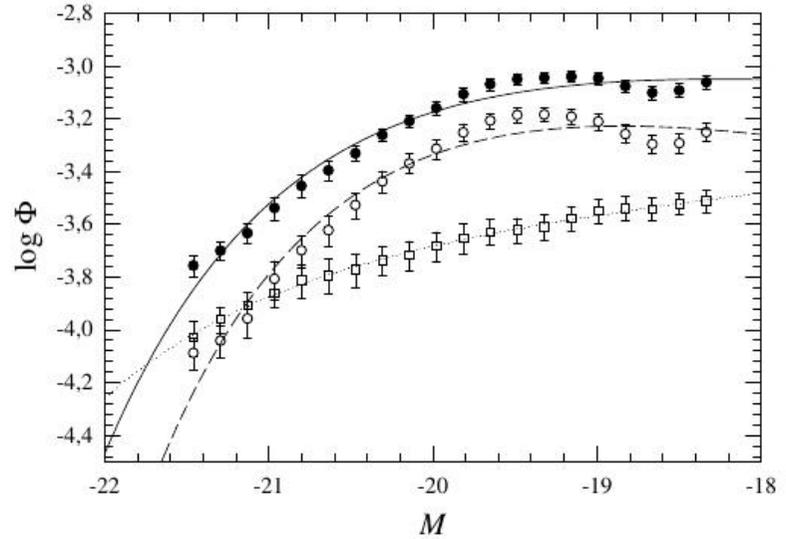
Tabela 5.6: Melhores valores obtidos a partir do ajuste da função de Schechter.

Nas espirais *early type* (Sa + Sab) se observa um *faint end* acentuadamente decrescente ( $\alpha = -0.43 \pm 0.45$ ), enquanto as espirais *late-type* combinadas com as irregulares (Sd + I) tem um acentuado e crescente *faint end* ( $\alpha = -2.15 \pm 0.20$ ). As espirais *intermediate-type* (Sb + Sbc e Sc + Scd) apresentam um  $\alpha$  que pode ser considerado compatível com um plano *faint end* e não é muito diferente do obtido para a amostra total. Com relação a magnitude característica, se observa que as *early-type* (Sa + Sab) aparecem com um reduzido brilho ( $\sim 1$  mag) em relação as Sb + Sbc e Sd + I.

As tendências para o *faint end* e a magnitude característica também são observadas em tipos morfológicos completamente isolados, onde os parâmetros de Schechter tem grandes incertezas devido a pobres estatísticas. A função de luminosidade das espirais Sa tem um íngreme e decrescente *faint end* ( $\alpha = -0.11 \pm 0.56$ ), para as espirais que vão desde Sab até Sc se percebe valores moderados que oscilam entre decrescentes ou crescentes *faint end*, e para as Scd até as I, a função de luminosidade se apresenta com íngreme e crescente *faint end*.



(a)



(b)

Figura 5.7: (a): Função de luminosidade para todas as galáxias da amostra, onde os dados observacionais são representados por círculos pretos, enquanto os quadrados vazios indicam as galáxias E + S0 e os círculos vazios indicam as galáxias S + I. Figura (b): Função de luminosidade para as galáxias E + S0, com os dados observacionais representados por círculos pretos enquanto as S0 são representadas por círculos vazios e as E por quadrados vazios. Todos os dados observacionais foram obtidos com  $1\sigma$  de erro e o melhor ajuste com a função de Schechter é representado respectivamente por linhas sólida, tracejada e pontilhada em cada um dos gráficos.

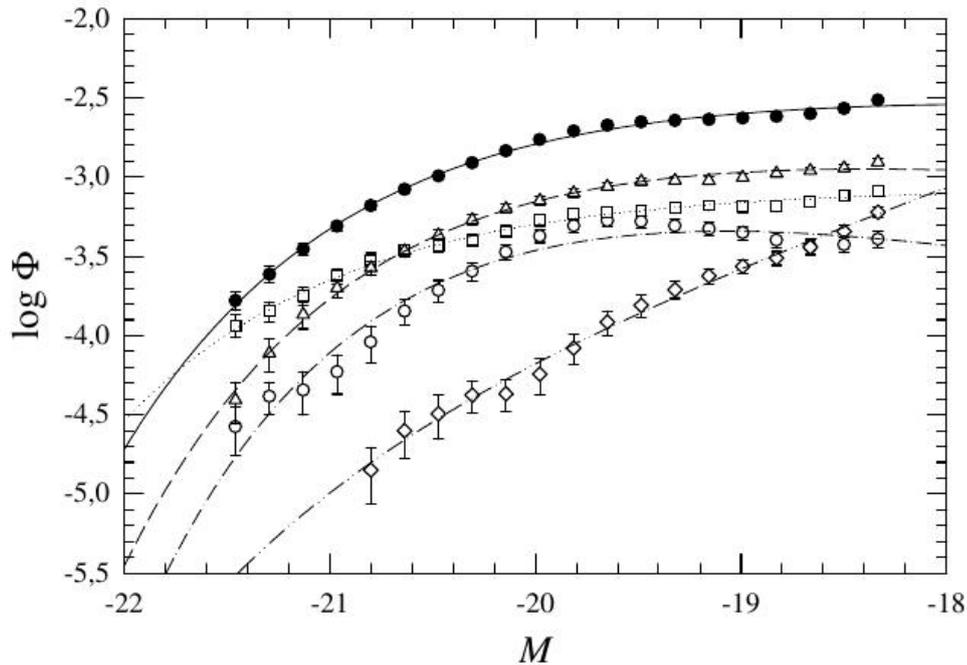


Figura 5.8: Ajustes da função de luminosidade, com os dados observacionais para todas as espirais sendo representadas por círculos pretos, as Sa + Sab por círculos vazios, as Sb + Sbc por quadrados vazios, as Sc + Scd por triângulos vazios e Sd + I por losangos vazios. Todos obtidos com  $1\sigma$  de erro e o melhor ajuste com a função de Schechter é representado respectivamente pelas linhas sólida, tracejadas e pontilhadas em cada um dos gráficos

#### 5.2.4 Baldry et al. (2004)

Baldry et al. (2004) analisou a distribuição bivariada em cor ( $C_{ur} = u - r$ ) corrigida *versus* magnitude absoluta na banda r ( $M_r$ ), de uma amostra de galáxias de baixo *redshift* ( $0.004 < z < 0.08$ ) provenientes do SDSS cobrindo uma área de  $2400 \text{ graus}^2$  e no intervalo de magnitude absoluta de  $-23.5 < M_r < -15.5$ . A bimodalidade da distribuição de galáxias, que vai desde as luminosas até as fracas, é ajustada por uma dupla Gaussiana aplicada à função cor ( $\mathcal{G}[C_{ur}, \mu(M_r), \sigma(M_r)]$ ) separada em intervalos de magnitude. A relação cor-magnitude é obtida para distribuições de galáxias *early-type* e *late-type* de campo vermelhas e azuis sem qualquer corte na morfologia. Em vez disso, a análise se baseia na hipótese de uma distribuição gaussiana normal na cor. Toda a avaliação da função de luminosidade assume a cosmologia com  $\Omega_m = 0.3$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.7$  e  $H_0 = (h_{70})70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .

Os resultados do estudo da função de luminosidade são mostrados na figura 5.9 e na tabela 5.7, onde se nota que a função de Schechter padrão realiza um bom ajuste à distribuição de galáxias vermelhas, o que não acontece com a distribuição de galáxias azuis. Neste último caso, há uma pequena, mas estatisticamente significativa mudança de

inclinação marcada pela magnitude característica em  $M_r^* = -20.60$ . A fim de se obter o melhor ajuste na distribuição azul, foi usada a dupla função de Schechter que proporcionou melhor ajuste para o *faint end* da função de luminosidade mostrando uma segunda lei de potência mais íngreme ( $\alpha' = -1.35 \pm 0.05$ ) e que domina quando comparada com o *faint end* ( $\alpha = -1.18 \pm 0.02$ ) obtido por meio do ajuste com a função de Schechter padrão. Vale ressaltar que o uso da dupla função de Schechter é uma ferramenta puramente usada para se obter o melhor ajuste, portanto, não deve ser interpretada como evidência para duas populações azuis. A distribuição de galáxias vermelhas mostra a função de luminosidade com um *faint end* ( $\alpha = -0.83 \pm 0.02$ ) mais raso em relação a distribuição azul e com uma magnitude característica mais brilhante. Portanto, fica evidente que a função de luminosidade das duas distribuições são significativamente diferentes uma da outra.

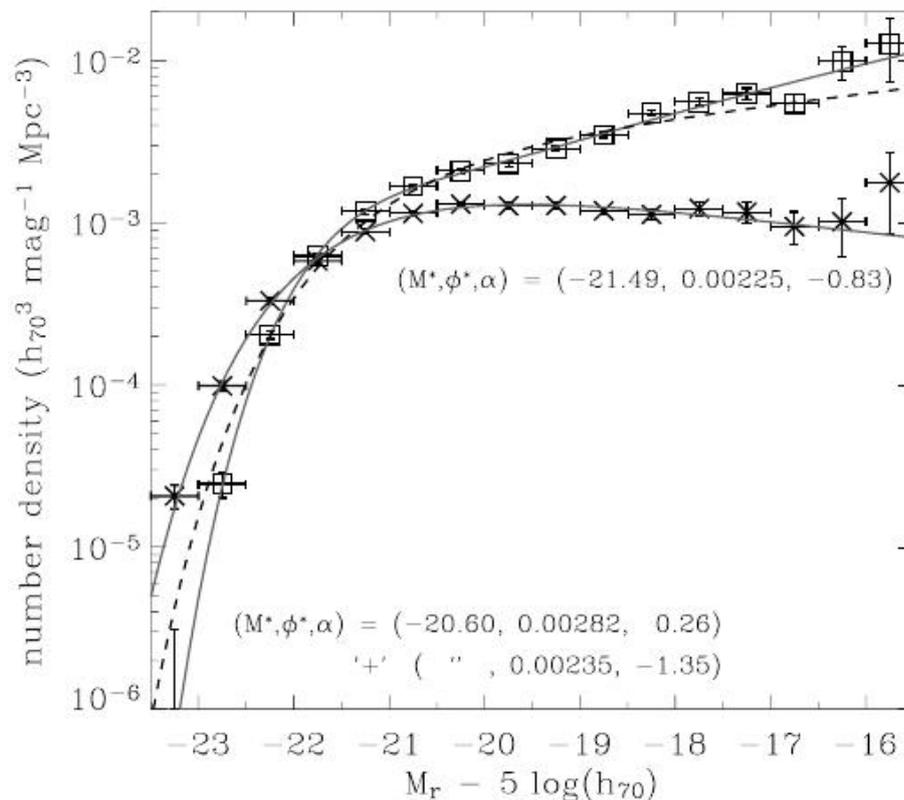


Figura 5.9: Função de luminosidade referente às duas distribuições; vermelhas ( $\phi_r$ ) representada por cruz e azuis ( $\phi_b$ ) representadas por quadrado com seus respectivos erros. As linhas são os ajustes aos dados, onde a linha pontilhada para  $\phi_b$  e a linha sólida para  $\phi_r$  representam a função de Schechter padrão, enquanto a linha sólida para  $\phi_b$  representa a dupla função de Schechter com uma única magnitude característica  $M^*$ . No gráfico estão os melhores valores obtidos no ajuste para as duas distribuições.

Distribuição	$M^* - 5\log h_{70}$	$\phi^* h_{70}^{-3} (10^{-3} Mpc^{-3})$	$\alpha$	$\phi^{*'} h_{70}^{-3} (10^{-3} Mpc^{-3})$	$\alpha'$	$j + 2.5\log h_{70} (Mpc^{-3})$
$\phi_r$	$-21.49 \pm 0.03$	$2.25 \pm 0.08$	$-0.83 \pm 0.02$	.....	.....	$-14.79 (42\%)$
$\phi_b$	$-20.60 \pm 0.08$	$2.82 \pm 0.32$	$+0.26 \pm 0.21$	$2.35 \pm 0.37$	$-1.35 \pm 0.05$	$-15.13 (58\%)$
$\phi_b$	$-21.28 \pm 0.03$	$2.89 \pm 0.13$	$-1.18 \pm 0.02$	.....	.....	$-15.08$

Tabela 5.7: Valores dos parâmetros obtidos no ajuste com a função de Schechter. A distribuição  $\phi_r$  simboliza as galáxias vermelhas, onde se obteve um bom ajuste. A distribuição  $\phi_b$  simboliza as galáxias azuis que apresentam dois resultados; um relacionado ao uso da função de Schechter e outro com a dupla função de Schechter que apresentou melhor ajuste que a função padrão. A densidade de luminosidade é dada em magnitude absoluta por  $Mpc^3$  e a percentagem entre parênteses é a fração relativa a densidade de luminosidade total na banda r.

### 5.2.5 *Devereux et al. (2009)*

*Devereux et al. (2009)* apresenta a função de luminosidade na banda K para uma amostra completa de 1613 galáxias próximas e brilhantes identificadas por meio do *HYPERLEDA*; uma interface web que oferece acesso ao *Principal Galaxy Catalog*, de onde se separou galáxias usando a morfologia visual. Em seu estudo é determinada a função de luminosidade por tipos morfológicos (E, S0, S0/a - Sab, Sb - Sbc, Sc - Scd) e globalmente, onde os cálculos foram determinados a partir do método de *Choloniewski (1986)* (anteriormente discutido na seção 4.5). Os resultados que seguem (Figura 5.10 e Tabela 5.8), correspondem a uma amostra completa limitada pelo volume com velocidade radial  $V_{gsr} \leq 3000 \text{ km s}^{-1}$ , magnitude  $K \leq 10 \text{ mag}$  e latitude galáctica  $|b| > 10^\circ$ .

Amostra	$\phi^*/h^3$ (galáxias $\text{Mpc}^{-3}\text{mag}^{-1}$ )	$M^* - 5\log_{10}h$	$\alpha$
Total	$(11.5 \pm 3.4) \times 10^{-3}$	$-23.41 \pm 0.46$	$-0.94 \pm 0.10$
Elípticas	$(17.6 \pm 0.9) \times 10^{-4}$	$-23.42 \pm 0.17$	$-0.03 \pm 0.16$
S0 - Sbc	$(15.7 \pm 1.4) \times 10^{-3}$	$-22.49 \pm 0.20$	$-0.18 \pm 0.16$
Sc - Scd	$(15.9 \pm 4.8) \times 10^{-4}$	$-23.33 \pm 0.33$	$-1.41 \pm 0.06$

Tabela 5.8: Parâmetros da função de Schechter obtidos a partir do ajuste da função de luminosidade na banda K.

O gráfico na figura 5.10 mostra a função de luminosidade na banda K para a amostra total de galáxias, derivada por *Devereux et al. (2009)* e o respectivo ajuste com a função de Schechter, onde se tem um *faint end* ( $\alpha = -0.94 \pm 0.10$ ) aproximadamente plano. Neste mesmo gráfico estão os dados da função de luminosidade determinada por *Jones et al. (2006)* que usou o método de *Efstathiou, Ellis e Peterson (1988)* para sua obtenção usando galáxias do *The Two Micron All Sky Survey* (2MASS). Comparando os dois resultados, se percebeu que a densidade espacial supera em  $\sim 40\%$  a densidade calculada por *Jones et al. (2006)* dentro do intervalo de magnitude absoluta  $-23 < M_K - 5\log_{10}h < -21$ , que equivale a uma diferença de  $\sim 2\sigma$ . Os demais gráficos apresentam subconjuntos de galáxias separadas por tipo morfológico, onde no canto superior direito da figura 5.10, a função de luminosidade para as galáxias elípticas é representada pela função de Schechter que mostra um declíneo tanto no *faint end* quanto no *bright end*. Essa mesma característica pode ser observada também no quadro inferior esquerdo que apresenta a função de luminosidade para as galáxias S0 - Sbc, que são combinadas por serem muito similares em sua forma funcional. Embora exista essa semelhança, há um destaque para as galáxias E que apresentam a magnitude característica mais brilhante ( $\sim 1 \text{ mag}$ ) em relação as S0 - Sbc e em relação ao *faint end*, é observada uma grande incerteza atrelada aos valores de ambas as classes, que se deve ao fato de que a maioria das galáxias das duas classes costumam se agrupar em aglomerados, por exemplo. Assim, ao se determinar os parâmetros, que são unidades estatisticamente independentes, leva-se em conta múltiplas galáxias. Para

<sup>1</sup>A latitude galáctica ( $b$ ) mede a distância angular do objeto perpendicular ao equador galáctico, positivo para o norte e negativo para o sul.

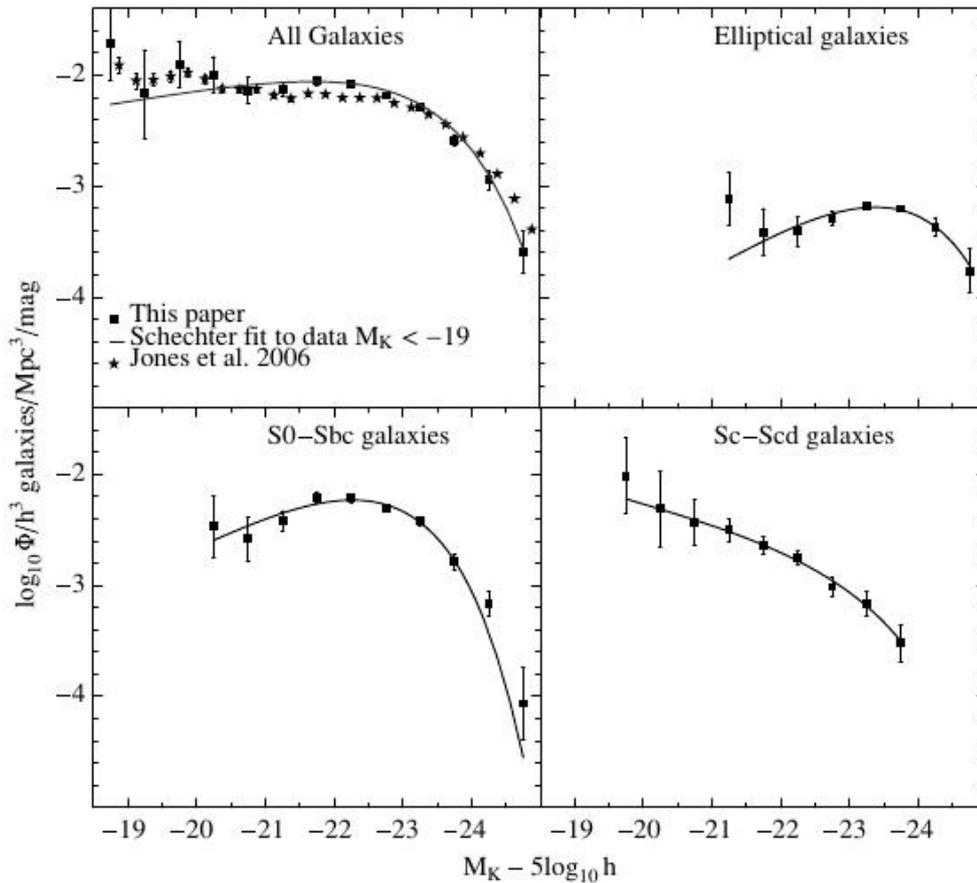


Figura 5.10: Função de luminosidade na banda K. No quadro superior direito estão os quadrados pretos que representam os resultados de [Devereux et al. \(2009\)](#) e a linha preta o ajuste com a função de Schechter, as estrelas pretas identificam a função de luminosidade na banda K calculadas por [Jones et al. \(2006\)](#) para galáxias baseadas no *2MASS*, ambas para todas as galáxias. No quadro superior esquerdo está a função de luminosidade de 142 galáxias elípticas, enquanto no quadro inferior está a função de luminosidade de 904 galáxias lenticulares (S0) e espirais dominadas por bojos (S0/a - Sbc) (direita) e a função de luminosidade de 247 galáxias *late-type* (Sc - Scd).

as galáxias Sc - Scd, a função de luminosidade se mostra completamente diferente, onde a função é essencialmente uma lei de potência em todo o intervalo de luminosidade para o qual a função de luminosidade pode ser definida, com um *faint end*  $\alpha = -1.41 \pm 0.06$ , que prevê um aumento da densidade espacial das espirais *late-type* de baixa luminosidade sem evidências de mudanças de baixa luminosidade antes de  $M_K - 5\log_{10}h < -19.75$  mag, esperando-se apenas uma virada exponencial no *bright end*. Portanto, seus resultados confirmam que a função de luminosidade na banda K depende do tipo morfológico quando galáxias são separadas de acordo com a classificação visual, onde elípticas dominam a densidade espacial em altas luminosidades ao passo que as espirais *late-type* dominam a densidade espacial em baixas luminosidades com as lenticulares e as espirais dominadas por bojos numa posição intermediária. Além disso, se verifica que está de acordo com os trabalhos apresentados por [Binggeli, Sandage e Tammann \(1988\)](#) e [Loveday et al. \(1992\)](#),

que mostraram que a função de luminosidade na banda B é diferente quando se realiza a separação das galáxias pela morfologia visual.

### 5.3 Função de luminosidade de galáxias e sua dependência no ambiente

#### 5.3.1 *De Propris et al. (2003)*

*De Propris et al. (2003)* determinou a função de luminosidade composta para galáxias em 60 aglomerados provenientes do *2dF Galaxy Redshift Survey*. A função de luminosidade é compreendida dentro do intervalo de magnitude absoluta de  $-22.5 < M_{b_j} < -15$ , e é bem ajustada com a função de Schechter assumindo a cosmologia com  $\Omega_m = 0.3$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.7$  e  $H_0 = 100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ . A seleção da amostra se restringiu a aglomerados com  $z < 0.11$ , com pelo menos 40 membros dentro do raio de  $1.5 h^{-1} \text{ Mpc}$ .

Em seu estudo foi constatado que a função de luminosidade difere da de campo significativamente, tendo uma magnitude característica que é  $\sim 0.3$  mag mais brilhante e um *faint end* que é  $\sim 0.1$  mais íngreme. Também não encontrou evidências de qualquer variação na função de luminosidade através de uma ampla gama de propriedades dos aglomerados, ou seja, a função de luminosidade é similar para aglomerados com alta e baixa velocidade de dispersão, para ricos e pobres aglomerados, para aglomerados com diferentes tipos Bautz-Morgan (*Bautz; Morgan, 1970*) e para aglomerados com e sem subestrutura<sup>2</sup>. A primeira avaliação realizada foi para a função de luminosidade composta para o conjunto de 60 aglomerados em todo o intervalo de magnitude absoluta. A função de luminosidade na figura 5.11, está baseada em 4186 membros de aglomerados que originam erros menores que 2% dentro do intervalo de magnitude absoluta  $-21.0 < M_{b_j} < -16.0$  e que mostra seu melhor ajuste por meio da linha sólida com magnitude característica  $M_{b_j}^* = -20.07 \pm 0.07$  e o *faint end*  $\alpha = -1.28 \pm 0.03$ . O gráfico da direita mostra o erro de contorno  $\chi^2$  correspondente aos níveis  $1\sigma$ ,  $2\sigma$  e  $3\sigma$ , onde se observa que os parâmetros  $M^*$  e  $\alpha$  são altamente correlacionados e, portanto, os erros nesses parâmetros não são independentes (ver Tabela 5.9). A partir dos resultados encontrados, *De Propris et al. (2003)* faz comparação dos seus resultados com os da função de luminosidade para galáxias de campo obtida por *Madgwick et al. (2002)*, concluindo que as funções são significativamente diferentes. Além disso, também é feito com o propósito de comparar, a avaliação ao se remover o aglomerado de galáxias mais brilhante da amostra ao longo de um restrito intervalo de magnitude absoluta  $M_{b_j} = -21.5$ , gerando uma

<sup>2</sup>A subestrutura pode ser um indicador de uma recente ou contínua fusão de aglomerados, consistindo na maioria das vezes de dois grupos. Segundo *De Propris et al. (2003)*,  $\sim 25\%$  dos aglomerados de sua amostra apresentaram subestrutura.

função de luminosidade com  $M_{b_j}^* = -20.02 \pm 0.14$  e um *faint end*  $\alpha = -1.27 \pm 0.04$ , de onde se conclui que a exclusão deste membro brilhante não tem efeito no *faint end* e leva a uma magnitude característica levemente mais fraca.

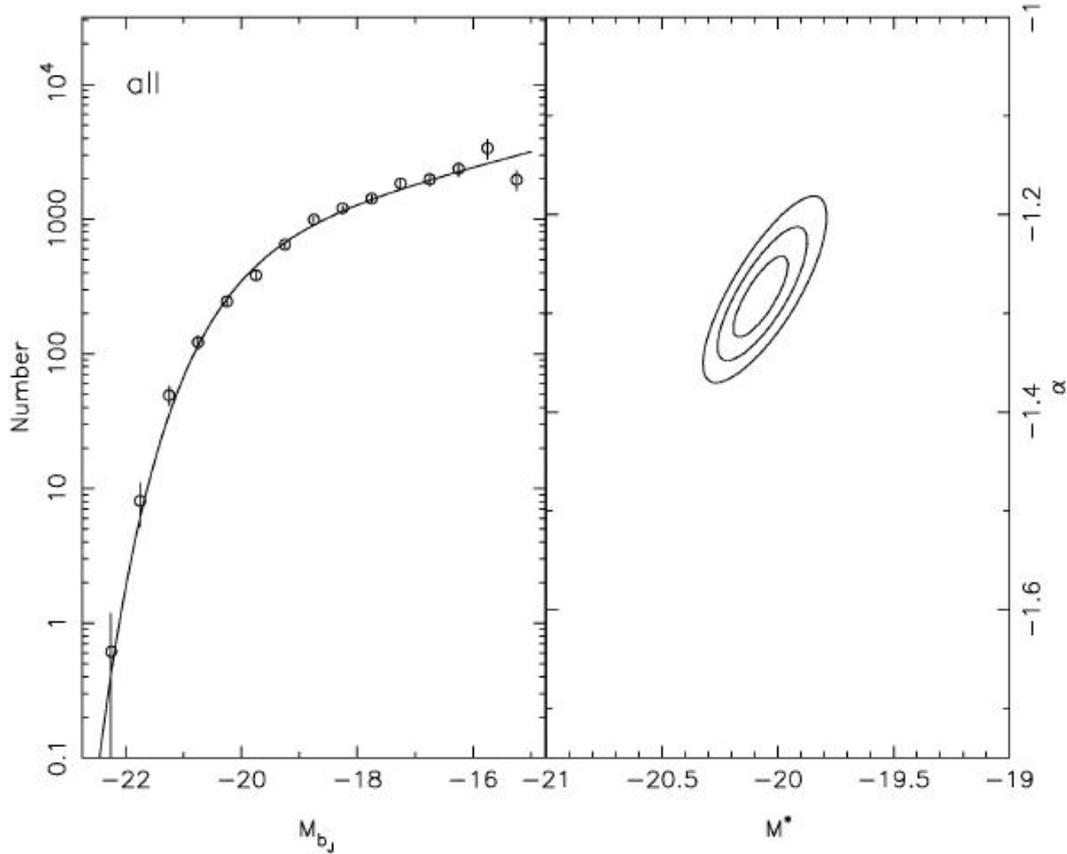


Figura 5.11: O gráfico do lado esquerdo mostra os dados com seu respectivo melhor ajuste com a função de Schechter para a amostra inteira. O gráfico do lado direito mostra o erro de  $1\sigma$ ,  $2\sigma$  e  $3\sigma$  para o melhor ajuste da função de luminosidade.

Como segundo passo, também se considerou determinar a função de luminosidade para galáxias de diferentes tipos espectrais, as mesmas usadas por Madgwick et al. (2002) em sua análise, separando a função de luminosidade para as classes espectrais *early* (Tipo 1), *intermediate* (Tipo 2) e *late* (Tipo 3+4) (Figura 5.12). Estes tipos estão intimamente relacionados com a taxa de formação estelar e muito pouco à morfologia, onde a amostra levantada por Madgwick et al. (2002), também originada do *2dF Galaxy Redshift Survey*, cobriu o intervalo de magnitude absoluta de  $-23.0 < M_{b_j} < -13.5$  e incluiu a função de luminosidade total para galáxias de campo e a função de luminosidade dividida em quatro classes espectrais de galáxias. Na figura 5.13, se mostra a elipse de erros para o ajuste da função de Schechter para todas as funções de luminosidade avaliadas na comparação, apresentando-se somente a elipse de erro de  $3\sigma$  para galáxias de campo, pelo fato dos erros serem pequenos. Comparando a função de luminosidade total para aglomerados e para campo se percebe que a diferença entre elas é maior que  $3\sigma$ .

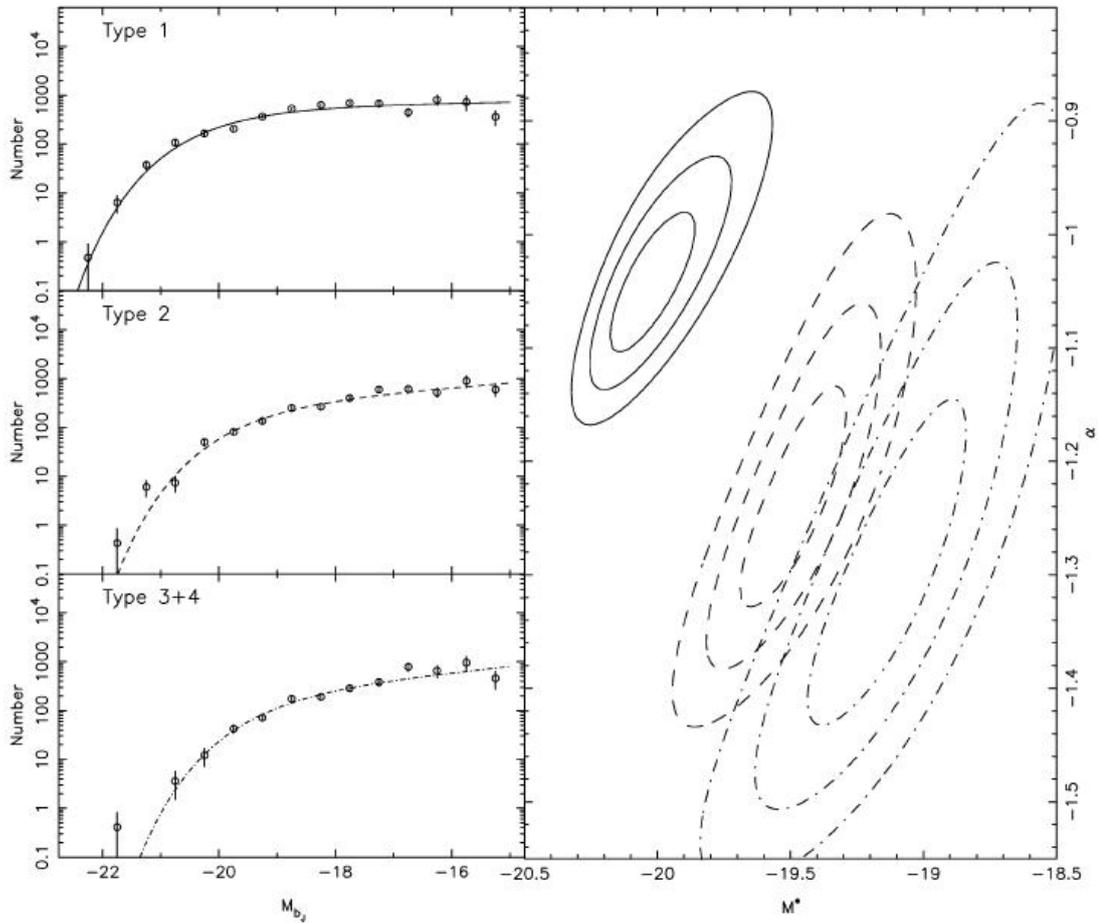


Figura 5.12: O gráfico do lado esquerdo mostra os dados com seu respectivo melhor ajuste com a função de Schechter para a função de luminosidade referente aos tipos de galáxias 1, 2 e 3 + 4. O gráfico do lado direito mostra o erro de  $1\sigma$ ,  $2\sigma$  e  $3\sigma$  para o melhor ajuste da função de luminosidade, onde linha sólida corresponde ao tipo 1, linha tracejada ao tipo 2 e linha tracejada e pontilhada aos tipos 3 + 4.

Em termos de comparação de parâmetros individuais, se observa que a função de luminosidade total para aglomerados apresenta uma  $M^* \sim 0.3$  mag mais brilhante e um *faint end*  $\sim 0.1$  mais íngreme que a função de luminosidade total para galáxias de campo. Diferenças significantes também são encontradas quando se compara a função de luminosidade para diferentes tipos espectrais, como pode ser visto na figura 5.14, onde se mostra a função de luminosidade dependente do tipo para os dois ambientes e a função de luminosidade para galáxias de campo normalizada de modo que a função para campo total corresponde à função para aglomerado total em  $M_{bj} = -19$ . Para as galáxias do tipo 1, se observa que a função de luminosidade em aglomerados é diferente da de campo em todo o intervalo de magnitude absoluta levantado. Esta conclusão se deve aos resultados dos parâmetros na tabela 5.9, que mostra um  $M^*$  mais brilhante para o tipo 1 em aglomerados e um  $\alpha$  mais íngreme que em campos. Para as galáxias do tipo 2, a principal diferença está no *faint end* que se apresenta mais íngreme para aglomerados ( $-1.23 \pm 0.07$ )

e aproximadamente plano para campos ( $-0.96 \pm 0.01$ ), no entanto, para magnitudes absolutas  $M_{b_j} < -18$ , as duas funções de luminosidade são muito similares (Figura 5.14). As galáxias do tipo 3 + 4, apresentam funções de luminosidade essencialmente idênticas para ambos os ambientes. Logo, De Propriis et al. (2003) conclui que as diferenças nas formas da função de luminosidade em tipos específicos, e as diferentes contribuições de cada tipo, promovem diferenças entre a função de luminosidade total em aglomerados e a função de luminosidade total em campos.

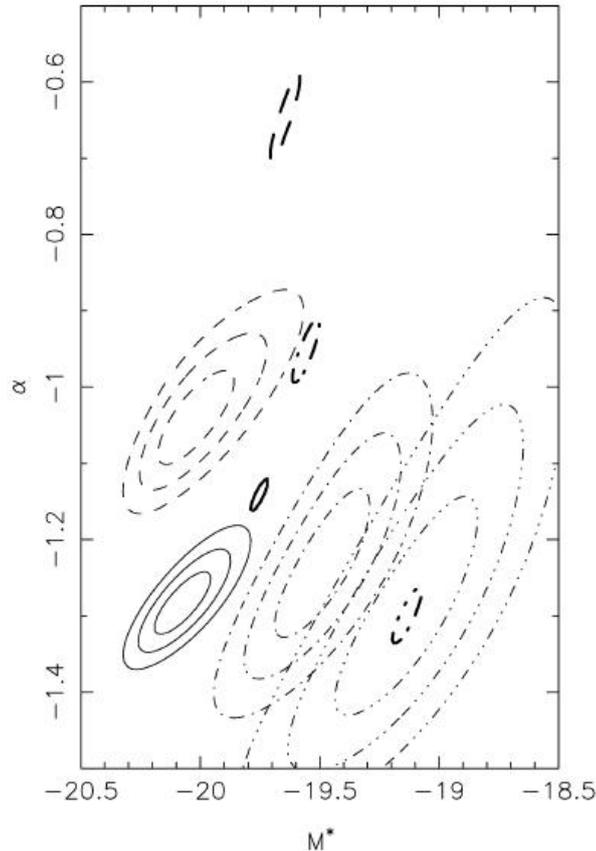


Figura 5.13: Elipse de erros para o ajuste da função de Schechter nas funções de luminosidade para campo e aglomerado. A linha sólida fina representa a função de luminosidade para aglomerados e a linha sólida grossa representa a função de luminosidade para o campo. As linhas tracejadas representam as galáxias do tipo 1, as linhas ponto e traço as galáxias do tipo 2 e as linhas pontos e traço, as galáxias dos tipos 3 + 4. Para os dados referentes a campo, só se mostra a elipse de erros correspondente a  $3\sigma$ .

Na figura 5.14, há duas linhas que representam a distribuição de luminosidade, onde a inferior representa a distribuição sem completa correção para cada um dos tipos espectrais e a superior representa a distribuição adotada com máxima correção. Nestas duas distribuições, se observou que  $M^*$  pouco mudou, ao passo que  $\alpha$  se tornou mais plano, no entanto, a função de luminosidade para as galáxias do tipo 1 e 2 continuam com um *faint end* mais íngreme em relação a campos, enquanto as galáxias do tipo 3 + 4 conti-

nuam consistentes com o campo. Portanto, ao se comparar os parâmetros da função de luminosidade obtidos por meio do melhor ajuste para galáxias de campo e aglomerados divididos por tipos espectrais, se observa uma evolução que vai dos tipos *lates* para os tipos *early*, onde a função de luminosidade em aglomerados mostra um  $M^*$  mais brilhante e um *faint end* mais plano em relação a função de luminosidade de campos determinada por Madgwick et al. (2002). A tendência no valor da magnitude característica com o tipo

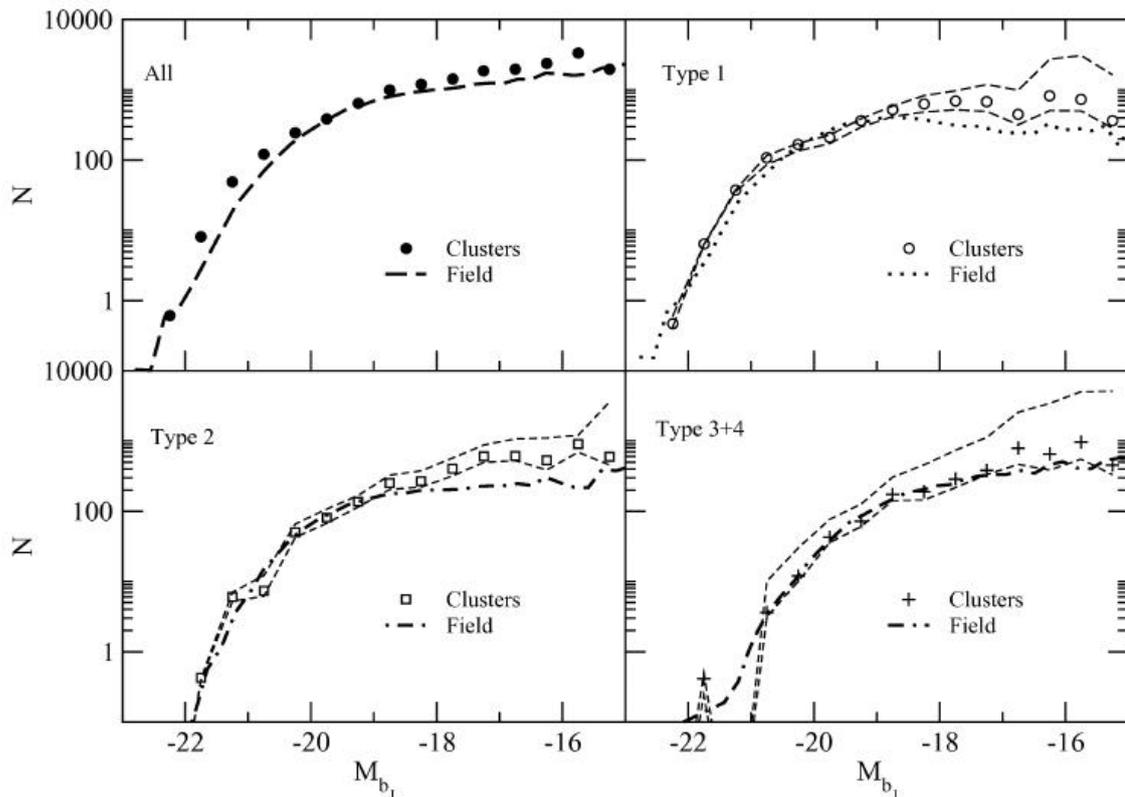


Figura 5.14: Gráficos que diferenciam o comportamento da função de luminosidade para campos e aglomerados. Os símbolos vazios são os tipos completos e corrigidos da contagem de aglomerados mostrados na figura 5.12. As linhas grossas representam a função de luminosidade para campos obtidas por Madgwick et al. (2002), normalizada para ficar de acordo com a função de luminosidade para aglomerados em  $M_{b_j} = -19$ . As duas linhas finas mostram a distribuição de luminosidade, onde a inferior representa a distribuição sem completa correção e a superior representa a distribuição com máxima correção. As barras de erros podem ser visualizadas na figura 5.12.

de galáxia se mostra mais forte em aglomerados do que em campos, com um valor similar quando se trata dos tipos 3+4, mas significativamente mais brilhante para as galáxias do tipo 1. Ao contrário de  $M^*$ , se observa que a tendência do *faint end* é mais fraca em aglomerados de galáxias do que em galáxias de campo, onde em fracas magnitudes as galáxias do tipo 3+4 apresentam um íngreme *faint end* ( $-1.30 \pm 0.10$ ) tanto nos aglomerados como em campos e as galáxias do tipo 1 mostram um *faint end* que cai em fracas magnitudes  $-0.52 \pm 0.02$  quando se trata de seu estudo em campos, enquanto em aglomerados o *faint end* é aproximadamente plano. A tendência do *faint end* com o ambiente para as galáxias

do tipo 1 é evidente mesmo dentro das amostras de aglomerados, onde em aglomerados ricos se tem a função de luminosidade com um *faint end* mais íngreme que aqueles em aglomerados pobres, que por sua vez tem o *faint end* mais íngreme do que a função de luminosidade para as galáxias do tipo 1 no campo, embora isso seja válido somente para  $1.5\sigma$ .

Amostra	$M_{b_j}^*$	$\alpha$	$P(\chi^2 > \chi_{obs}^2)$
Total ( $-22.5 < M_{b_j} < -15.0$ )	$-20.07 \pm 0.07$	$-1.28 \pm 0.03$	0.013
Tipo 1	$-20.04 \pm 0.09$	$-1.05 \pm 0.04$	0.000
Tipo 1 (rico)	$-20.14 \pm 0.12$	$-1.22 \pm 0.06$	0.156
Tipo 1 (pobre)	$-20.06 \pm 0.17$	$-1.02 \pm 0.07$	0.001
Tipo 2	$-19.48 \pm 0.13$	$-1.23 \pm 0.07$	0.606
Tipo 3 + 4	$-19.14 \pm 0.19$	$-1.30 \pm 0.10$	0.182
Campo (Madgwick et al., 2002)			
Total	$-19.79 \pm 0.04$	$-1.19 \pm 0.01$	
Tipo 1	$-19.58 \pm 0.05$	$-0.52 \pm 0.02$	
Tipo 2	$-19.58 \pm 0.03$	$-0.96 \pm 0.01$	
Tipo 3	$-19.17 \pm 0.04$	$-1.21 \pm 0.02$	
Tipo 4	$-19.19 \pm 0.04$	$-1.36 \pm 0.03$	
Tipo 3 + 4	$-19.14 \pm 0.06$	$-1.30 \pm 0.03$	

Tabela 5.9: Resultados dos ajustes realizados em uma ampla gama de propriedades de aglomerados usando a função de Schechter. Logo abaixo são apresentados os resultados obtidos por Madgwick et al. (2002) na investigação da função de luminosidade para galáxias de campo.

### 5.3.2 González et al. (2006)

González et al. (2006) determinou a função de luminosidade de grupos e aglomerados de galáxias selecionados espectroscopicamente, compreendendo uma amostra de 728 sistemas extraídos do terceiro lançamento do *SDSS* dentro do intervalo de *redshift* de  $0.03 < z < 0.06$  com intervalo de massa virial<sup>3</sup> de  $10^{11}M_{\odot} < M_{vir} < 2 \times 10^{14}M_{\odot}$ . Os resultados para a função de luminosidade composta da amostra total de 728 grupos é apresentada na figura 5.15 e na tabela 5.10, onde também se mostra a função de luminosidade com normalização arbitrária determinada por Popesso et al. (2005a) no estudo de 97 aglomerados de galáxias do *RASS-SDSS* e a função de luminosidade para galáxias de campo determinada por Blanton et al. (2005). Neste gráfico, se observa que o *bright end* das três funções apresentadas são similares e o *faint end* dos aglomerados de galáxias

<sup>3</sup>Na astronomia, a massa e o tamanho de uma galáxia é frequentemente definida em termos do raio virial ( $R_{vir}$ ) e massa virial ( $M_{vir}$ ), respectivamente. A massa virial se refere à massa dentro do raio virial e ambas são geralmente definidas para o raio em que a dispersão de velocidade ( $\sigma$ ) é um máximo, isto é,

$$\frac{GM_{vir}}{R_{vir}} \approx \sigma_{max}^2. \quad (5.2)$$

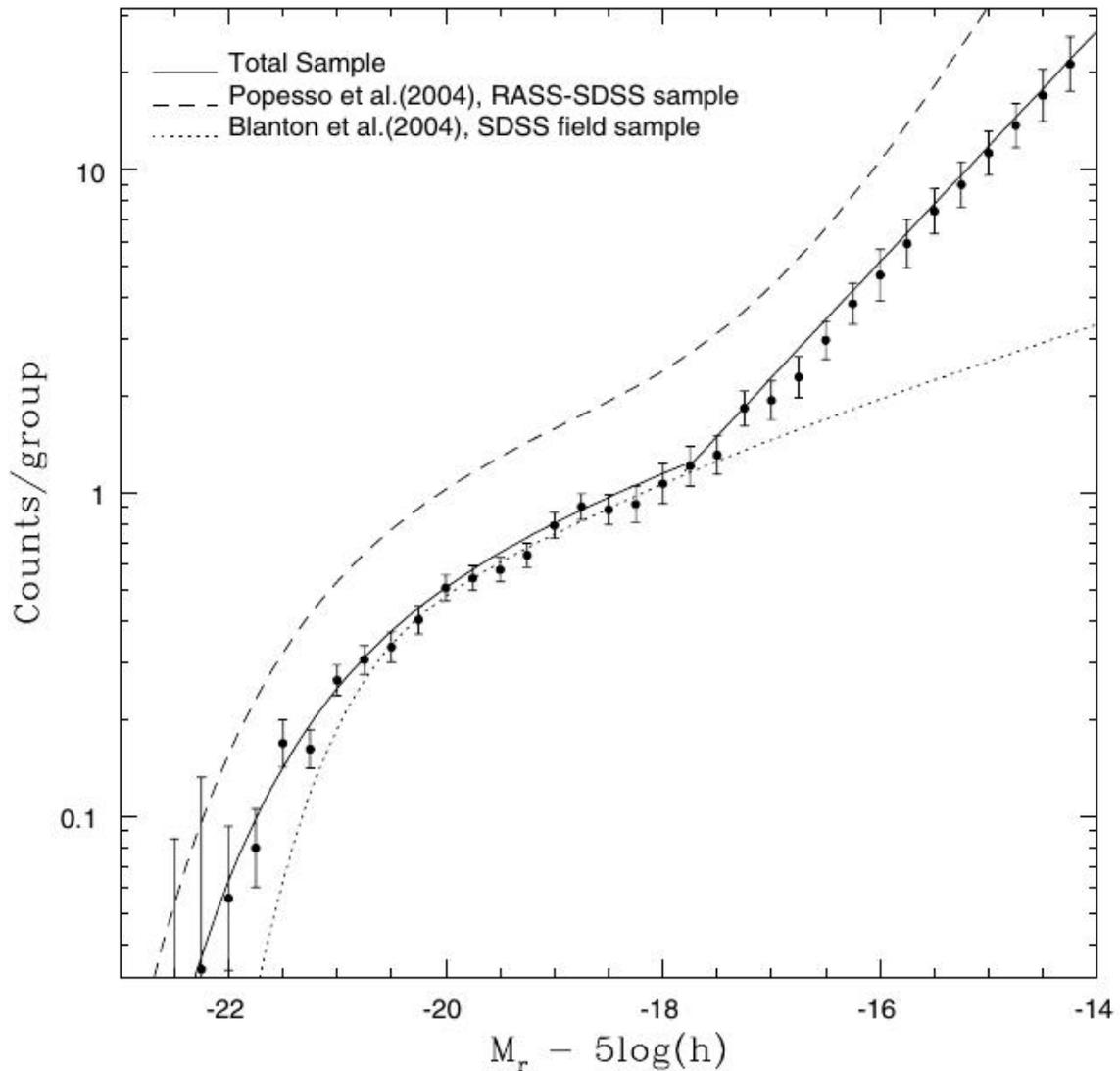


Figura 5.15: Função de luminosidade composta na banda r para a amostra total de 728 grupos de galáxias calculada dentro de  $0.5h^{-1}Mpc$  a partir dos centros do grupo. A linha sólida corresponde ao melhor ajuste com duas funções de Schechter, onde há uma virada limite em  $M_r = -18$ . Para efeito de comparação se mostra também com uma normalização arbitrária, a função de luminosidade determinada por [Popesso et al. \(2005a\)](#) e [Blanton et al. \(2005\)](#) em aglomerados de galáxias no raio X e em campos, respectivamente.

no raio X e o grupo de galáxias no óptico são similarmente íngrimes, com a função de luminosidade em grupos de galáxias com um *faint end* levemente mais plano do que o levantamento de amostras de galáxias selecionadas no raio X. Se nota também que, embora o grupo de galáxias apresentado e o aglomerado de galáxias no raio X investigado por [Popesso et al. \(2005a\)](#) sejam consideravelmente diferentes em suas propriedades, a função de luminosidade de ambos são similares, indicando que uma elevação do *faint end* é uma característica comum do sistema de galáxias. Devido a uma mudança em seu comportamento aproximadamente em  $M_r = -18$ , a função de Schechter não oferece um bom ajuste aos dados, sendo necessário usar duas funções para obter um ajuste apropriado ao

*bright end* e ao *faint end*. Dando destaque ao *faint end*, onde se pode ver que há um excesso estatisticamente significativo de galáxias extremamente fracas para  $M_r > -17$  na amostra investigada por [González et al. \(2006\)](#) e por [Popesso et al. \(2005a\)](#), quando comparada aos resultados obtidos por [Blanton et al. \(2005\)](#). Dessa maneira, se conclui que os resultados são consistentes com aqueles obtidos por [Popesso et al. \(2005a\)](#) no estudo dos aglomerados de galáxias no raio X, fornecendo forte evidência de que a mudança no comportamento da função em  $M_r = -18$  não é característica exclusiva de galáxias em um ambiente com gás quente. Consistente também com trabalhos anteriores, se observa que a magnitude característica é mais brilhante em grupos e aglomerados de galáxias do que em campos.

Autor	$\alpha_{brilhante}$	$M_{brilhante}^*$	$\alpha_{fraco}$	$M_{fraco}^*$	$\phi_b^*/\phi_b^*$
<a href="#">González et al. (2006)</a>	$-1.31 \pm 0.04$	$-21.40 \pm 0.12$	$-1.89 \pm 0.04$	$-21.94 \pm 0.50$	11.509
<a href="#">Popesso et al. (2005a)</a>	$-1.29 \pm 0.09$	$-21.54 \pm 0.39$	$-1.96 \pm 0.24$	—	—
<a href="#">Popesso et al. (2005a)</a>	$-1.30 \pm 0.12$	$-21.50 \pm 0.51$	$-2.38 \pm 0.15$	$-17.76 \pm 0.23$	—
Autor	$\alpha_1$	$M^* - 5\log h$	$\alpha_2$	$\phi_1^*(10^{-2}h^3Mpc^{-3})$	$\phi_2^*(10^{-2}h^3Mpc^{-3})$
<a href="#">Blanton et al. (2005)</a>	$-0.17 \pm 0.07$	$-20.04 \pm 0.03$	$-1.52 \pm 0.01$	$1.56 \pm 0.05$	$0.62 \pm 0.04$

Tabela 5.10: Resultados do ajuste realizado por [González et al. \(2006\)](#) para a função de luminosidade na banda r total usando duas funções de Schechter separadas e resultados obtidos por [Popesso et al. \(2005a\)](#) usando duas funções de Schechter separadas e a dupla função de Schechter no estudo de aglomerados de galáxias no raio X e na banda r e, [Blanton et al. \(2005\)](#) no estudo de galáxias de campo no óptico e na banda r.

### 5.3.3 [Bai et al. \(2009\)](#)

[Bai et al. \(2009\)](#) apresenta o estudo da função de luminosidade no infravermelho de aglomerados ricos a partir de observações do *Multiband Imaging Photometer for Spitzer* (MPIS) que oferece  $\sim 100$  membros de aglomerados detectados espectroscopicamente no fluxo de  $24\mu m$ , com a finalidade de testar a universalidade da função de luminosidade no infravermelho e fornecer uma confiável base de comparação entre os aglomerados e campos e para a evolução em aglomerados. A investigação foi realizada com o aglomerado rico próximo ( $z = 0.06$ ) *A3266* em uma área de  $16Mpc^2$ , com uma massa similar ao aglomerado de Coma ( $\sim 10^{15}M_\odot$ ). O aglomerado *A3266* apresenta uma grande amostra de membros ( $> 300$ ) confirmados espectroscopicamente, o que torna possível a obtenção da função de luminosidade no infravermelho completa para luminosidade  $L_{IR} \lesssim 10^{43}erg.s^{-1}$ . Na figura 5.16, são mostrados os resultados da função de luminosidade no infravermelho para o aglomerado *A3266* e o de Coma, este último investigado por [Bai et al. \(2006\)](#). A função de luminosidade para o aglomerado de Coma é obtido com um conjunto de dados similares ao do aglomerado *A3266*, porém, com uma distribuição de energia espectral (*SED*) levemente diferente para deduzir a luminosidade total no infravermelho a partir do fluxo de densidade  $24\mu m$ . [Bai et al. \(2009\)](#) atualizou a distribuição de luminosidade

total no infravermelho para o aglomerado de Coma usando a mesma distribuição de energia espectral do aglomerado A3266, e percebeu que sua função de luminosidade no infravermelho é apenas ligeiramente alterada. A partir do gráfico (Figura 5.16), pode ser observado que a função de luminosidade no infravermelho para o aglomerado A3266 é muito similar ao aglomerado de Coma na região de luminosidade que fica acima do limite de completude. Com a finalidade de se realizar mais comparações, foi feito o ajuste da função de luminosidade no infravermelho corrigida e incompleta de A3266 com a função de Schechter. Por não dispor de muitos dados para restringir o *faint end*, Bai et al.

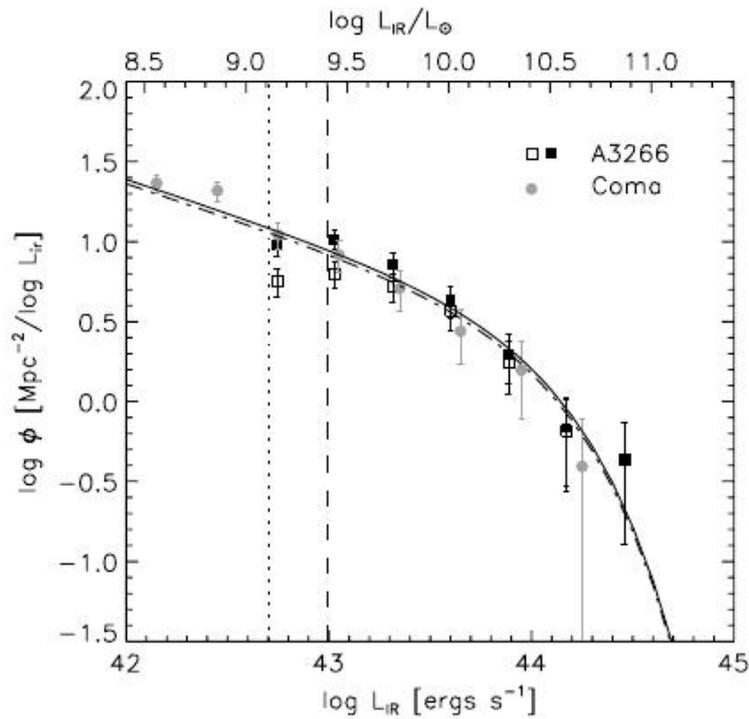


Figura 5.16: Função de luminosidade no infravermelho para o aglomerado A3266, representado por quadrados vazios. Os quadrados pretos representam a função de luminosidade no infravermelho depois da correção para a incompletude dos dados espectroscópicos e a linha sólida é o melhor ajuste com a função de Schechter. Os círculos em cinza representam a função de luminosidade no infravermelho do aglomerado de Coma, investigado por Bai et al. (2006), e a linha tracejada e pontilhada é o seu melhor ajuste com a função de Schechter. A linha pontilhada vertical corresponde ao limite de detecção de luminosidade dos dados em  $24\mu\text{m}$  e linha tracejada vertical corresponde ao limite de detecção espectroscópico em luminosidade.

(2009) fixa o valor para  $\alpha = 1.41$ , que é o valor fornecido pela função de luminosidade no infravermelho para o aglomerado de Coma e exclui o ponto que corresponde ao dado mais fraco em luminosidade, justificando que este é afetado pela correção de incompletude inadequada a partir do ajuste, onde os parâmetros obtidos são:

$$\alpha = 1.41, \quad \log\left(\frac{L_{IR}^*}{L_{\odot}}\right) = 10.49_{-0.11}^{+0.13}. \quad (5.3)$$

A partir deste resultado, se observa que a luminosidade característica ( $L_{IR}^*$ ) tem o mesmo valor daquele que foi encontrado para o aglomerado de Coma (Bai et al., 2006) ( $\log(L_{IR}^*/L_{\odot}) = 10.49_{-0.24}^{+0.27}$ ) e, tanto a forma da função de luminosidade quanto a luminosidade característica, demonstram que o *bright end* são praticamente idênticos.

Devido a similaridade das funções de luminosidade do aglomerado de Coma e o aglomerado A3266, Bai et al. (2009) determinou a função de luminosidade no infravermelho composta para os dois aglomerados, incluindo somente os membros com  $L_{IR} > 10^{42.7} \text{ergs}^{-1}$ , por quê acima deste limite, os levantamentos no infravermelho são aproximadamente completos para os dois aglomerados e a correção para incompletude espectroscópica no aglomerado A3266 funciona bem (ver Figura 5.17). Para esta função de luminosidade composta dos dois aglomerados, foi obtido os seguintes parâmetros a partir do ajuste:

$$\alpha = 1.41, \quad \log\left(\frac{L_{IR}^*}{L_{\odot}}\right) = 10.50_{-0.11}^{+0.12}. \quad (5.4)$$

Deste resultado se observa que a luminosidade característica  $L_{IR}^*$  da função de luminosidade composta está dentro do erro de  $1\sigma$  do valor obtido para os aglomerados de Coma e A3266 individualmente. Em um trabalho anterior, Bai et al. (2007) sugeriu por meio do estudo de aglomerados em altos *redshifts* ( $z = 0.83$ ) que a variação da função de luminosidade de um aglomerado massivo para outro, em um mesmo *redshift*, é provavelmente pequena. A função de luminosidade no infravermelho do aglomerado MS 1054 – 03 mostrou forte evolução comparada a função de luminosidade do aglomerado de Coma e o seu melhor ajuste forneceu uma luminosidade característica maior que a encontrada no aglomerado de Coma. Com a finalidade de verificar ainda mais esta tendência, Bai et al. (2009) combinou os dados do aglomerado MS 1054 – 03 com os dados de outro aglomerado em alto *redshift*, o RX J0152 ( $z = 0.84$ ), e obteve a função de luminosidade no infravermelho composta dos dois aglomerados (ver Figura 5.17). A partir do ajuste, se observa que a função de luminosidade composta para ambos os aglomerados a altos *redshifts* apresenta o parâmetro  $\log(L_{IR}^*/L_{\odot}) = 11.35_{-0.14}^{+0.14}$  muito próximo ao valor obtido para o aglomerado MS 1054 – 03 sozinho e, uma normalização levemente menor, porém, ainda maior que a dos aglomerados em baixo *redshift*. Em adição também se percebe que a luminosidade característica aumenta por uma ordem de magnitude de  $z \sim 0$  até 0.8, onde os resultados confirmam a forte evolução da função de luminosidade no infravermelho ao se comparar somente o aglomerado de Coma com o aglomerado MS 1054 – 03. A evolução encontrada entre os aglomerados em alto e baixo *redshift* pode ser descrita como,

$$L_{IR}^* \propto (1 + z)^{3.2_{-0.2}^{+0.7}}, \quad (5.5)$$

para a luminosidade característica, onde sua evolução em aglomerados se mostra de acordo com a evolução em galáxias de campo, e

$$\Phi_{IR}^* \propto (1 + z)^{1.7_{-1.0}^{+1.0}}, \quad (5.6)$$

para a normalização, que se mostra mais forte em aglomerados do que em galáxias de campo, embora seja consistente com o campo dado o erro de medida. Na figura 5.17, é notado que a função de luminosidade evoluída é similar na forma à observada nos dois aglomerados em altos *redshifts*, mas com uma normalização menor. Vale também notar que a diferença entre a função de luminosidade dos aglomerados em baixo *redshift* e os em alto *redshift* se deve principalmente a evolução, e não para a diferença em outras propriedades dos aglomerados como, por exemplo, a massa. Embora esses quatro aglomerados estejam entre os mais ricos em suas épocas, os dois aglomerados em baixo *redshift* são mais massivos que os dois em alto *redshift*. Dessa maneira, mesmo que os aglomerados apresentem massas distintas, suas funções de luminosidade não são muito diferentes, portanto, essa similaridade sugere que em uma mesma época, as massas desses aglomerados ricos não afetam as propriedades de suas funções de luminosidade substancialmente.

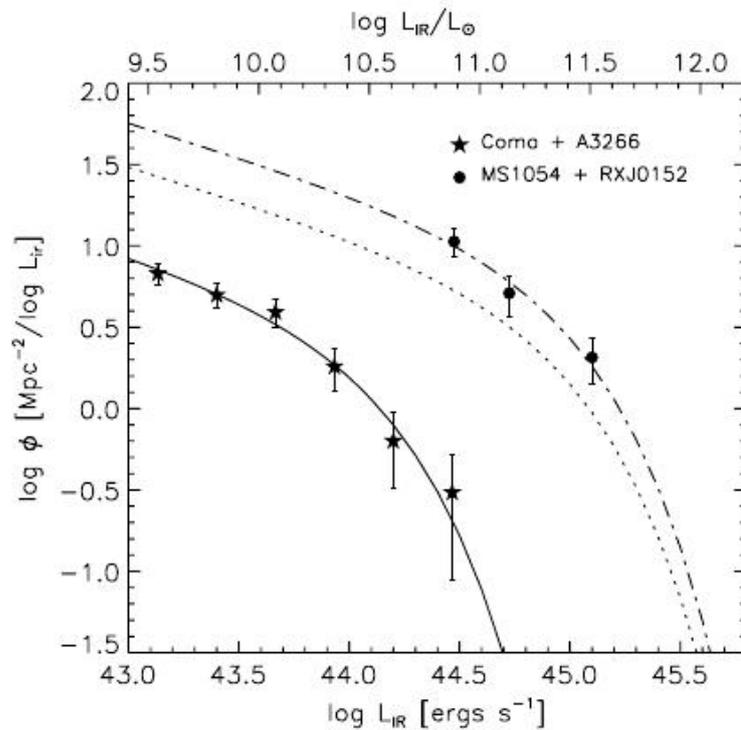


Figura 5.17: Função de luminosidade no infravermelho composta para o aglomerado A3266 e o aglomerado de Coma representados por estrelas e seu melhor ajuste com a função de Schechter representada com a linha sólida. Os círculos representam a função de luminosidade no infravermelho composta dos aglomerados MS 1054 – 03 ( $z = 0.83$ ) e RX J0152 ( $z = 0.84$ ) com seu respectivo ajuste representado pela linha tracejada e pontilhada. A linha pontilhada é a função de luminosidade no infravermelho composta para o aglomerado A3266 e o aglomerado de Coma evoluída para  $z = 0.83$ .

## 5.4 Função de Luminosidade de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#)

Com o propósito de testar a nova expressão (expressões 3.30 e 3.32) de distribuição de luminosidade proposta, [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) discutem quantitativamente sua aplicação em conexão com os dados levantados por [Loveday et al. \(1992\)](#), que investiga a função de luminosidade de galáxias de campo a partir de uma amostra completa para uma magnitude limite de  $b_j = 17.15$ , consistindo de 1769 galáxias extraídas do catálogo de galáxias brilhantes *Automated Photographic Measurement (APM)*.

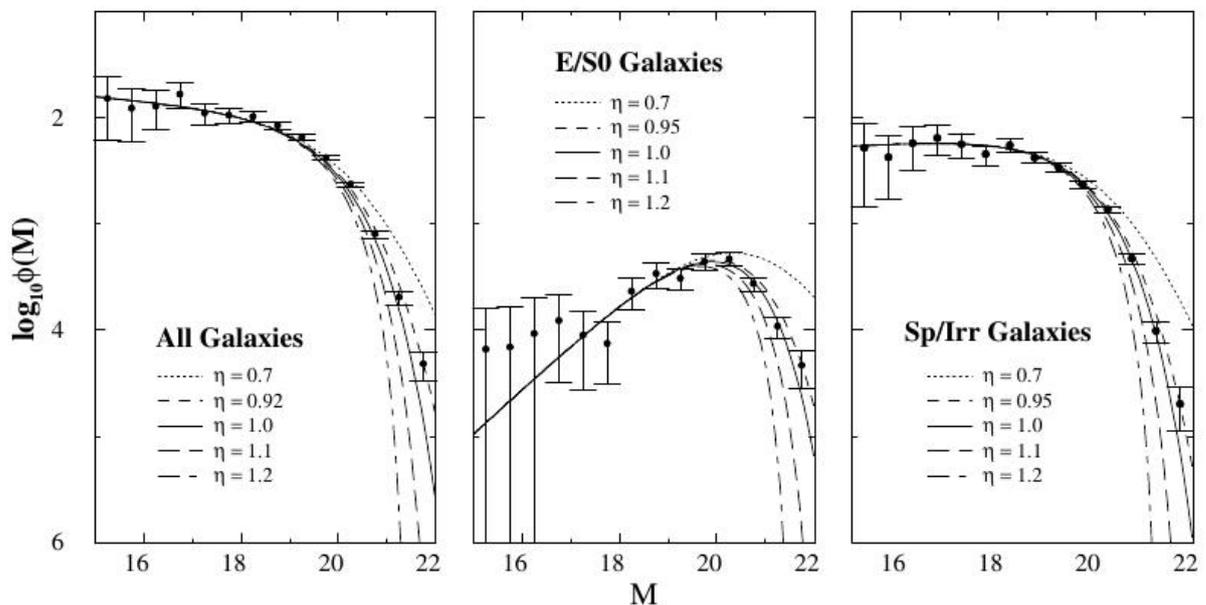


Figura 5.18: Função de luminosidade investigada por [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) usando os dados levantados por [Loveday et al. \(1992\)](#). O primeiro quadro (da esquerda para a direita) apresenta a função de luminosidade para uma amostra total de galáxias, o segundo quadro mostra a função de luminosidade para as galáxias E/S0 e o terceiro quadro, a função de luminosidade para as galáxias Sp/Irr. A linha sólida representa o melhor ajuste com a função de Schechter que corresponde a  $\eta = 1$ . As linhas pontilhadas em cada gráfico mostra como o ajuste se comporta ao se atribuir valores diferentes para o parâmetro  $\eta$ .

Na figura 5.18, se mostra os gráficos com (da esquerda para a direita) a função de luminosidade para a amostra total de galáxias, para as galáxias *early-type* E/S0 e para as galáxias *late-type* Sp/Irr, respectivamente. Em cada um destes gráficos é observada uma linha sólida que fornece o melhor ajuste por meio da função de Schechter, correspondendo ao valor de  $\eta = 1$ , cujos parâmetros de forma da função foram determinados por [Loveday et al. \(1992\)](#), usando o método de máxima probabilidade ([Sandage; Tammann; Yahil, 1979](#)) e o método de máxima probabilidade passo a passo ([Efstathiou; Ellis; Peterson, 1988](#)). As linhas pontilhadas demonstram como a função de Schechter se comporta ao

variar os valores do parâmetro  $\eta$ , mantendo os mesmos valores encontrados por Loveday et al. (1992) para a magnitude característica e a inclinação do *faint end*, onde podem ser visualizados na tabela 5.11. Como pode ser observado nas figuras 5.18 e 5.19, todas as curvas apresentadas por Alcaniz e Lima (2004) apresentam o mesmo comportamento das curvas apresentadas por Loveday et al. (1992) na região de baixas luminosidades, comportamento que independe dos valores assumidos pelo parâmetro  $\eta$ . A proposta do parâmetro  $\eta$  mostra fornecer o melhor ajuste no *bright end* da função de luminosidade e, na figura 5.18 se mostra que para valores de  $\eta > 1$  a curva cai rapidamente antes da exponencial, enquanto para  $\eta < 1$  a curva cai lentamente.

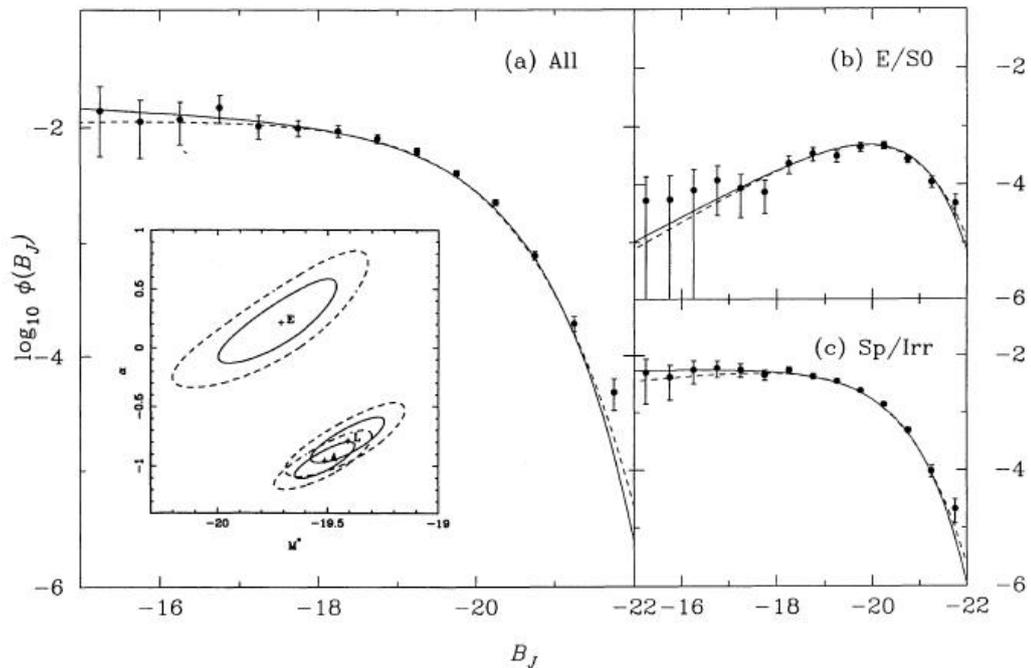


Figura 5.19: Função de luminosidade de galáxias de campo na banda  $b_j$  investigada por Loveday et al. (1992). O gráfico (a) representa a função de luminosidade para a amostra total de galáxias, (b) a função de luminosidade para as galáxias E/S0 e (c) a função de luminosidade para as galáxias Sp/Irr. A linha sólida em cada gráfico mostra o melhor ajuste com a função de Schechter sem correção e a linha tracejada o melhor ajuste com correção. O gráfico dentro de (a) mostra o erro de contorno de  $1\sigma$  (linhas sólidas) e  $2\sigma$  (linhas tracejadas) para os parâmetros da função de Schechter corrigida.

Amostra	$N_g$	Sem Correção		Com Correção	
		$\alpha$	$M^*$	$\alpha$	$M^*$
Total	1658	$-1.11 \pm 0.15$	$-19.73 \pm 0.13$	$-0.97 \pm 0.15$	$-19.50 \pm 0.13$
E/S0	311	$+0.06 \pm 0.35$	$-19.84 \pm 0.25$	$+0.20 \pm 0.35$	$-19.71 \pm 0.25$
Sp/Irr	999	$-0.93 \pm 0.20$	$-19.62 \pm 0.16$	$-0.80 \pm 0.20$	$-19.40 \pm 0.16$

Tabela 5.11: Parâmetros da função de Schechter obtidos a partir do ajuste da função de luminosidade na banda  $b_j$  (Loveday et al., 1992).  $N_g$  corresponde ao número de galáxias usadas em cada amostra.

## 5.5 Resultados com a função de luminosidade de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#)

Nesta seção avaliaremos o comportamento da função de luminosidade proposta por [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#) em dados que foram disponibilizados em algumas literaturas e avaliados com a função de Schechter e suas modificações a fim de evidenciarmos, ou não, uma expressão que melhor se ajusta aos dados do que aquela proposta por [Schechter \(1976\)](#). Os ajustes serão realizados com o programa de linha de comando chamado gnuplot versão 4.6 executado no sistema operacional Linux.

### 5.5.1 [Loveday et al. \(1992\)](#)

A partir dos dados obtidos por [Loveday et al. \(1992\)](#) para o estudo da função de luminosidade de galáxias de campo, ajustamos novamente a pura função de Schechter a fim de verificar os resultados encontrados por ele. Na figura ??, são apresentadas as curvas da função de luminosidade para todas as galáxias da amostra (gráfico superior), para as galáxias E/S0 (gráfico inferior esquerdo) e para as galáxias Sp/Irr (gráfico inferior direito) e na tabela 5.12, são apresentados os resultados desses ajustes, onde constam os valores obtidos por [Loveday et al. \(1992\)](#) e os nossos valores, ambos usando a função de Schechter e, os três últimos valores listados são provenientes do ajuste realizado com a função de luminosidade de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#).

T	$\alpha$	$M^*$	$\phi^* (\times 10^{-2} h^3 Mpc^{-3})$	$\eta$	$\chi^2$
All	$-1.11 \pm 0.15$	$-19.73 \pm 0.13$	$(1.12 \pm \text{---})$	1.0	--
(E/S0)	$0.06 \pm 0.35$	$-19.84 \pm 0.25$	---	1.0	--
(Sp/Irr)	$-0.93 \pm 0.20$	$-19.62 \pm 0.16$	---	1.0	--
All	$-1.08 \pm 0.05$	$-19.76 \pm 0.05$	$(1.25 \pm 0.09)$	1.0	0.65
(E/S0)	$0.089 \pm 0.142$	$-19.83 \pm 0.12$	$(0.127 \pm 0.000)$	1.0	0.66
(Sp/Irr)	$-0.93 \pm 0.04$	$-19.67 \pm 0.05$	$(0.753 \pm 0.044)$	1.0	0.37
All	$-0.95 \pm 0.07$	$-19.41 \pm 0.14$	$(1.63 \pm 0.18)$	$0.89 \pm 0.03$	0.39
(E/S0)	$0.31 \pm 0.31$	$-19.42 \pm 0.50$	$(0.114 \pm 0.021)$	$0.90 \pm 0.09$	0.65
(Sp/Irr)	$-0.89 \pm 0.07$	$-19.53 \pm 0.15$	$(0.828 \pm 0.094)$	$0.96 \pm 0.04$	0.37

Tabela 5.12: Parâmetros da função de Schechter obtidos a partir do ajuste da função de luminosidade na banda  $b_j$ . Os três primeiros representam aqueles obtidos por [Loveday et al. \(1992\)](#), os três seguintes representam o nosso resultado, ambos usando a função de Schechter e os três últimos foram obtidos por meio do ajuste da nova expressão analítica de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#). A última coluna mostra os valores do  $\chi^2$  reduzido obtidos nos ajustes realizados para cada classe de galáxias.

Ao comparar os parâmetros obtidos no novo ajuste com os mesmos determinados por [Loveday et al. \(1992\)](#), se observa que a função de luminosidade é similar, com um *faint end* aproximadamente plano para a amostra total e para as galáxias Sp/Irr, enquanto para

as galáxias E/S0 o nosso ajuste apresenta um *faint end* levemente maior. A magnitude característica não apresenta diferenças significantes e o único parâmetro de normalização fornecido por Loveday et al. (1992) foi o da amostra total que apresenta um valor um pouco menor que o nosso.

Na tabela 5.11, é fornecido dois resultados para a função de luminosidade, onde o nosso ajuste usando a função de Schechter é equivalente aos resultados de Loveday et al. (1992) para a função de luminosidade sem correção. Ao ajustarmos a nova expressão analítica (Figura 5.20), observamos que os nossos resultados são equivalentes aos resultados de Loveday et al. (1992) com correção (ver tabela 5.11 e 5.12), dando destaque novamente para o *faint end* da função de luminosidade das galáxias E/S0 que se mostra maior em nossos resultados, enquanto a magnitude característica se mostra levemente mais brilhante para a função de luminosidade com correção para a amostra total de galáxias e para as galáxias Sp/Irr. Comparando os nossos resultados de ajuste com a função de Schechter com a nova expressão analítica, percebemos um leve aumento no parâmetro de normalização para a amostra total de galáxias e para as galáxias Sp/Irr, enquanto as galáxias E/S0 apresentam uma pequena redução. Consistente com os resultados apresentados por Alcaniz e Lima (2004), percebemos que a curva no *bright end* cai mais lentamente que a função de Schechter, já que o novo parâmetro  $\eta$  é menor que 1 para as três classes de galáxias em estudo. Observamos por meio do  $\chi^2$  que a função de Schechter oferece um ajuste razoável para a amostra total de galáxias e para as galáxias E/S0, enquanto que o ajuste realizado com a nova expressão analítica só se mostra razoável para a amostra de galáxias E/S0. O valor baixo para o  $\chi^2$  pode ser atribuído à pouca quantidade de pontos para o ajuste.

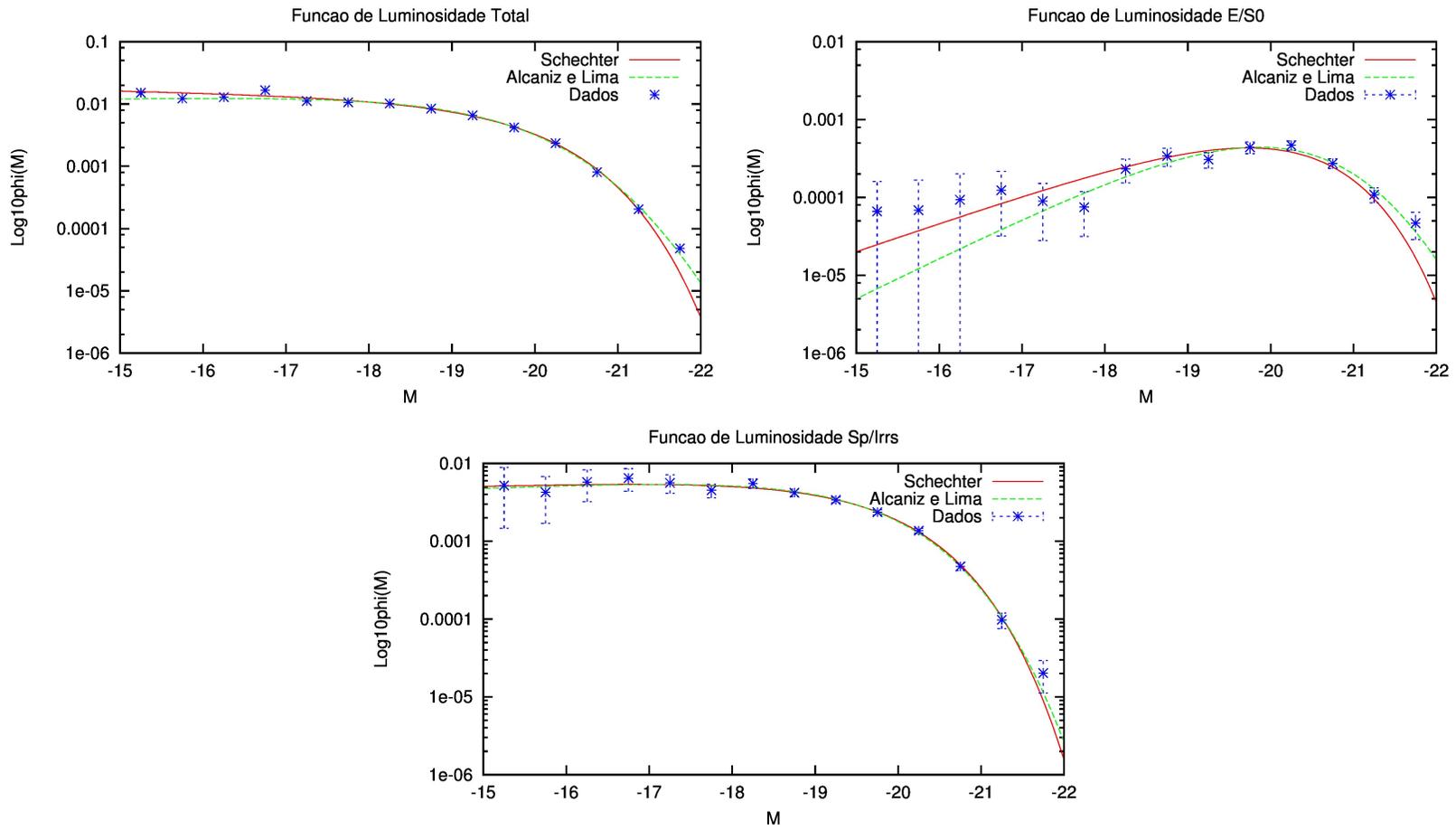


Figura 5.20: Função de luminosidade de galáxias de campo na banda  $b_j$ . Em cada gráfico são apresentadas as curvas da função de luminosidade para todas as galáxias da amostra (gráfico superior), para as galáxias E/S0 (gráfico inferior esquerdo) e para as galáxias Sp/Irr (gráfico inferior direito) obtidas. As linhas tracejadas mostram os melhores ajustes aos dados com a nova expressão analítica de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolínez et al. (2011) e com a função de Schechter.

### 5.5.2 Blanton et al. (2003a)

Com os dados disponibilizados por Blanton et al. (2003a), realizamos o ajuste da função de luminosidade usando a função de Schechter e a nova expressão analítica proposta por Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolínez et al. (2011). Os parâmetros obtidos em nosso ajuste com a função de Schechter sem evolução com o *redshift* se mostram consistentes com os resultados obtidos por Blanton et al. (2003a) que investigou a evolução da função de luminosidade com o *redshift* (ver tabelas 5.13 e 5.3), apresentando um *faint end* aproximadamente plano e mesmo brilho característico. A partir dos mesmos dados ajustamos a função de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolínez et al. (2011) para todas as bandas e percebemos que o *faint end* se mostra menos íngreme, com uma magnitude característica menos brilhante em relação aos resultados apresentados por Blanton et al. (2003a), enquanto o nosso parâmetro de normalização, para todas as bandas, se mostram significativamente maiores. A diferença de valores observada nos parâmetros, entre os dois ajustes, pode ser atribuída à mudança de comportamento da função no *bright end*, ao apresentar uma queda um pouco mais lenta que a lei exponencial de Schechter (ver Figuras 5.21 e 5.22). Dentre os valores do novo parâmetro adimensional  $\eta$ , destacamos a banda g ( $\eta = 0.99 \pm 0.00$ ) que apresenta parâmetros de ajuste muito similares aos obtidos com a função de Schechter, enquanto as outras bandas apresentam diferenças significativas, mostrando que não só o *bright end* sofre mudanças, mas toda a curva tem a sua forma levemente alterada.

O nosso ajuste realizado com a função de Schechter e com a nova expressão analítica se mostram bons para as bandas *u* e *g*, enquanto para as outras bandas são observados valores altos para o  $\chi^2$ , porém, a nova expressão parece ser melhor por apresentar valores menores que o de Schechter.

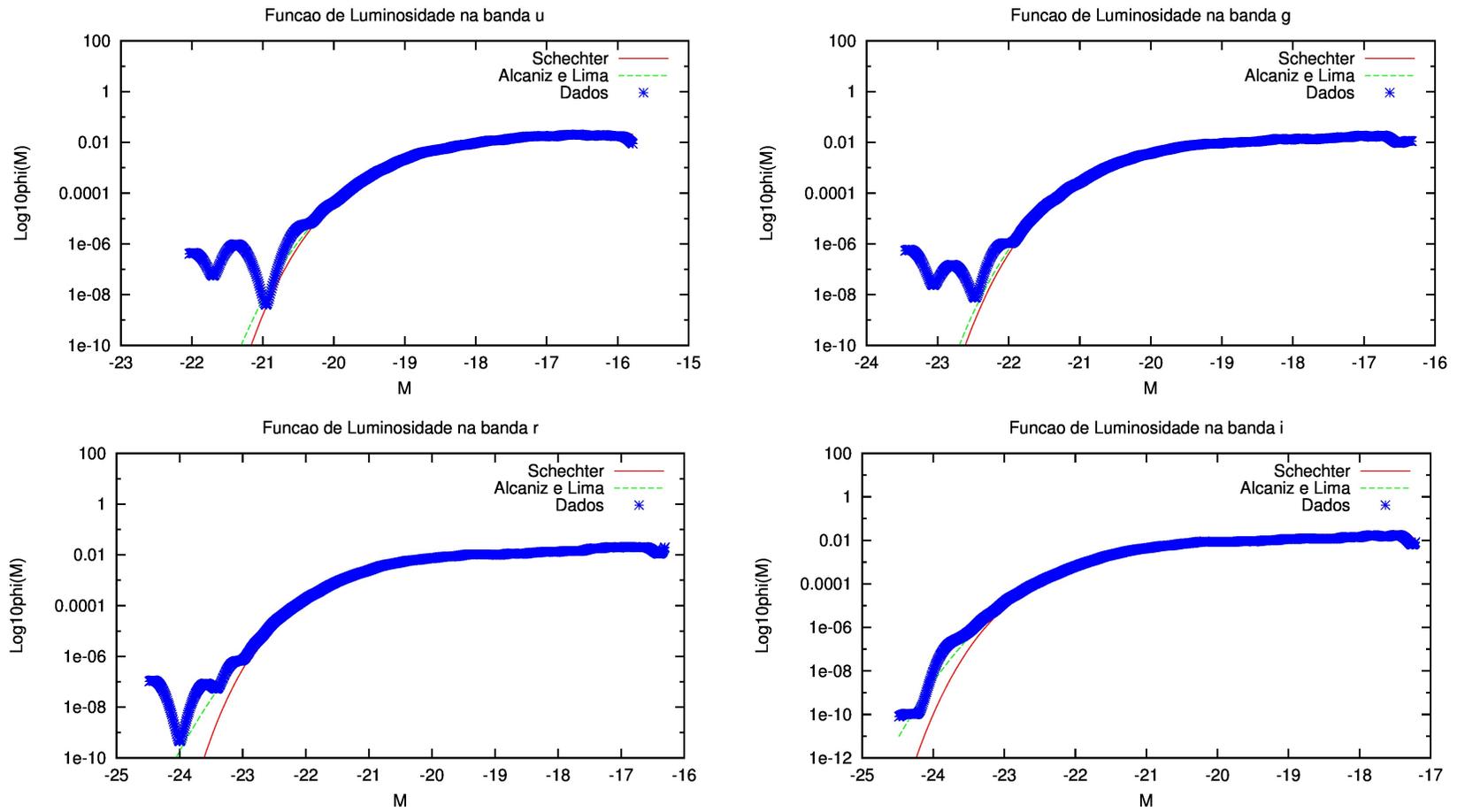


Figura 5.21: Função de luminosidade de galáxias de campo nas bandas *u*, *g*, *r* e *i*. Gráficos apresentam nossos ajustes realizados com a nova expressão analítica de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolínez et al. (2011) e com a função de Schechter. A curva verde e vermelha representam o melhor ajuste e os pontos azuis, os dados.

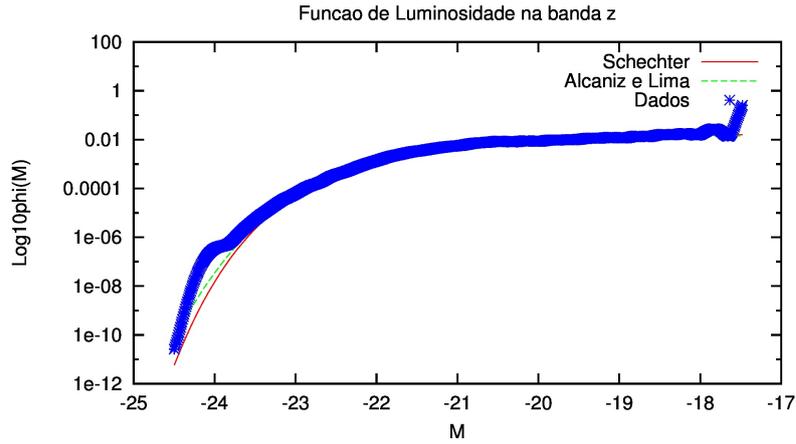


Figura 5.22: Função de luminosidade de galáxias de campo na banda z. Gráficos apresentam nossos ajustes realizados com a nova expressão analítica de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolínez et al. (2011) e com a função de Schechter. A curva verde e vermelha representam o melhor ajuste e os pontos azuis, os dados.

Bandas	$\alpha$	$M^*$	$\phi^* (\times 10^{-2} h^3 Mpc^{-3})$	$\eta$	$\chi^2$
u	$-0.92 \pm 0.01$	$-17.93 \pm 0.01$	$(3.04 \pm 0.04)$	1.0	1.31
g	$-0.89 \pm 0.01$	$-19.39 \pm 0.00$	$(2.18 \pm 0.01)$	1.0	1.24
r	$-1.05 \pm 0.01$	$-20.44 \pm 0.01$	$(1.49 \pm 0.02)$	1.0	5.46
i	$-1.00 \pm 0.01$	$-20.82 \pm 0.01$	$(1.47 \pm 0.01)$	1.0	3.89
z	$-1.08 \pm 0.01$	$-21.18 \pm 0.01$	$(1.35 \pm 0.01)$	1.0	4.21
u	$-0.82 \pm 0.02$	$-17.82 \pm 0.02$	$(3.38 \pm 0.06)$	$0.98 \pm 0.00$	1.22
g	$-0.87 \pm 0.01$	$-19.36 \pm 0.01$	$(2.25 \pm 0.03)$	$0.99 \pm 0.00$	1.23
r	$-0.92 \pm 0.01$	$-20.16 \pm 0.01$	$(1.91 \pm 0.03)$	$0.94 \pm 0.00$	4.41
i	$-0.91 \pm 0.01$	$-20.65 \pm 0.01$	$(1.71 \pm 0.02)$	$0.96 \pm 0.00$	2.52
z	$-1.03 \pm 0.01$	$-21.09 \pm 0.01$	$(1.48 \pm 0.02)$	$0.98 \pm 0.00$	3.68

Tabela 5.13: Parâmetros da função de Schechter obtidos a partir do ajuste da função de luminosidade nas bandas u, g, r, i e z. As quatro primeiras bandas listadas fornecem os parâmetros obtidos por meio do melhor ajuste com a função de Schechter, em seguida estão listados os parâmetros obtidos por meio do melhor ajuste com a nova expressão analítica. A última coluna mostra os valores do  $\chi^2$  reduzido obtidos nos ajustes realizados em cada banda.

### 5.5.3 Baldry et al. (2004)

O estudo realizado aqui é separado entre tipos de galáxias *early-type* e *late-type* de campo vermelhas e azuis, com os dados de Baldry et al. (2004) que analisa a distribuição bivariada em cor dessas galáxias usando a função de Schechter padrão e a dupla função de Schechter. Nossa avaliação compreende observar o comportamento da função de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolínez et al. (2011) ajustada a estes dados usando uma função simples, proposta inicialmente, e uma dupla função de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolínez et al. (2011) que apresentamos aqui como medida de comparação com os resultados obtidos por Baldry et al. (2004) no ajuste da função de luminosidade

de gal3xias azuis usando a dupla funç3o de Schechter. A dupla funç3o 3 normalmente usada quando o *faint end* da funç3o de luminosidade apresenta uma inclinaç3o um pouco mais acentuada que o comum e, assim como a funç3o de Schechter, reescrevemos a funç3o de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antol3nez et al. (2011), a partir da express3o 3.32, como segue

$$\begin{aligned} \phi(M)dM &= 0.921 [\phi_1^* 10^{0.4(M^*-M)(\alpha_1+1)} + \phi_2^* 10^{0.4(M^*-M)(\alpha_2+1)}] \\ &\times [1 - (\eta - 1)10^{0.4(M^*-M)}]^{-\frac{1}{\eta-1}} dM. \end{aligned} \quad (5.7)$$

Assim como Baldry et al. (2004), realizamos para as gal3xias azuis dois ajustes; o primeiro apresentado no quadro superior esquerdo da Figura 5.23, 3 produto do ajuste com a funç3o de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antol3nez et al. (2011) e o segundo, no quadro superior direito da mesma figura 3 o resultado do ajuste realizado com a express3o 5.7 que chamaremos de dupla funç3o de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antol3nez et al. (2011). Neste 3ltimo quadro tamb3m conseguimos perceber que o ajuste usando a dupla funç3o cobre uma gama maior de dados que a simples funç3o apresentando, portanto, melhor ajuste 3 funç3o de luminosidade de gal3xias azuis. O primeiro resultado que apresentamos na Tabela 5.14, se trata dos melhores par3metros obtidos usando a simples funç3o de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antol3nez et al. (2011) para as gal3xias azuis, onde obtemos um *faint end* mais 3ngreme, um brilho caracter3stico maior e uma normalizaç3o que se mostra expressivamente menor que o fornecido pela funç3o de Schechter. O par3metro adimensional  $\eta > 1$  apresenta uma queda no *bright end* mais r3pida que a lei exponencial da funç3o de Schechter, como pode ser observado nas Figuras 5.9 e 5.23 (superior esquerdo). O segundo resultado da mesma tabela descreve os par3metros obtidos por meio do melhor ajuste com a dupla funç3o de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antol3nez et al. (2011) que apresenta um segundo *faint end* ( $\alpha_2 = -1.29 \pm 0.09$ ) que domina, sendo levemente mais 3ngreme que o *faint end* ( $\alpha = -1.27 \pm 0.03$ ) obtido pela funç3o simples, com uma magnitude caracter3stica menos brilhante e um *bright end* ( $\eta = 0.95 \pm 0.04$ ) que cai mais lentamente que a funç3o de Schechter e a funç3o simples de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antol3nez et al. (2011). A terceira sequ3ncia de resultados corresponde ao estudo da funç3o de luminosidade de gal3xias vermelhas, onde os nossos resultados s3o equivalentes aos resultados obtidos por Baldry et al. (2004) que considerou o ajuste realizado com a funç3o padr3o de Schechter como muito bom, o que n3o aconteceu com as gal3xias azuis. No *bright end* observamos que a nossa simples funç3o de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antol3nez et al. (2011) apresenta um valor ( $\eta = 0.98 \pm 0.03$ ) que mostra uma queda discretamente mais lenta que a funç3o de Schechter.

Ao avaliarmos os ajustes, concluimos que mesmo usando a nova express3o anal3tica para ajuste dos dados das gal3xias azuis, ainda continuamos em concord3ncia com Baldry et al. (2004) que n3o considerou um bom ajuste a funç3o padr3o de Schechter. Na Tabela

Galáxias	$\alpha_1$	$\alpha_2$	$M^*$	$\phi_1^*(\times 10^{-3} h^3 Mpc^{-3})$	$\phi_2^*(\times 10^{-3} h^3 Mpc^{-3})$	$\eta$	$\chi^2$
Azul	$-1.27 \pm 0.03$	--	$-21.83 \pm 0.08$	$1.93 \pm 0.19$	--	$1.31 \pm 0.04$	4.23
Azul	$0.67 \pm 0.41$	$-1.29 \pm 0.09$	$-20.18 \pm 0.37$	$2.62 \pm 0.60$	$3.26 \pm 1.07$	$0.95 \pm 0.04$	1.82
Vermelha	$-0.82 \pm 0.03$	--	$-21.44 \pm 0.09$	$2.31 \pm 0.12$	--	$0.98 \pm 0.03$	0.85

Tabela 5.14: Parâmetros da função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#) obtidos a partir do ajuste da função de luminosidade de galáxias azuis e vermelhas. Os primeiros valores listados para as galáxias azuis, bem como para as galáxias vermelhas, mostram os melhores resultados obtidos ao usar a função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#), enquanto a segunda lista de valores para as galáxias azuis mostram os melhores resultados obtidos ao usar a dupla função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#). A última coluna mostra os valores do  $\chi^2$  reduzido obtidos nos ajustes realizados para cada tipo de galáxia.

5.14, apresentamos o  $\chi^2$  que confirma que a simples função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#) não é a melhor para a amostra de galáxias azuis, enquanto a dupla função mostra estar mais de acordo com os dados ao apresentar um valor razoável. Para a amostra de galáxias vermelhas, obtemos um valor de  $\chi^2$  que demonstra que a simples função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#) representa um bom ajuste aos dados.

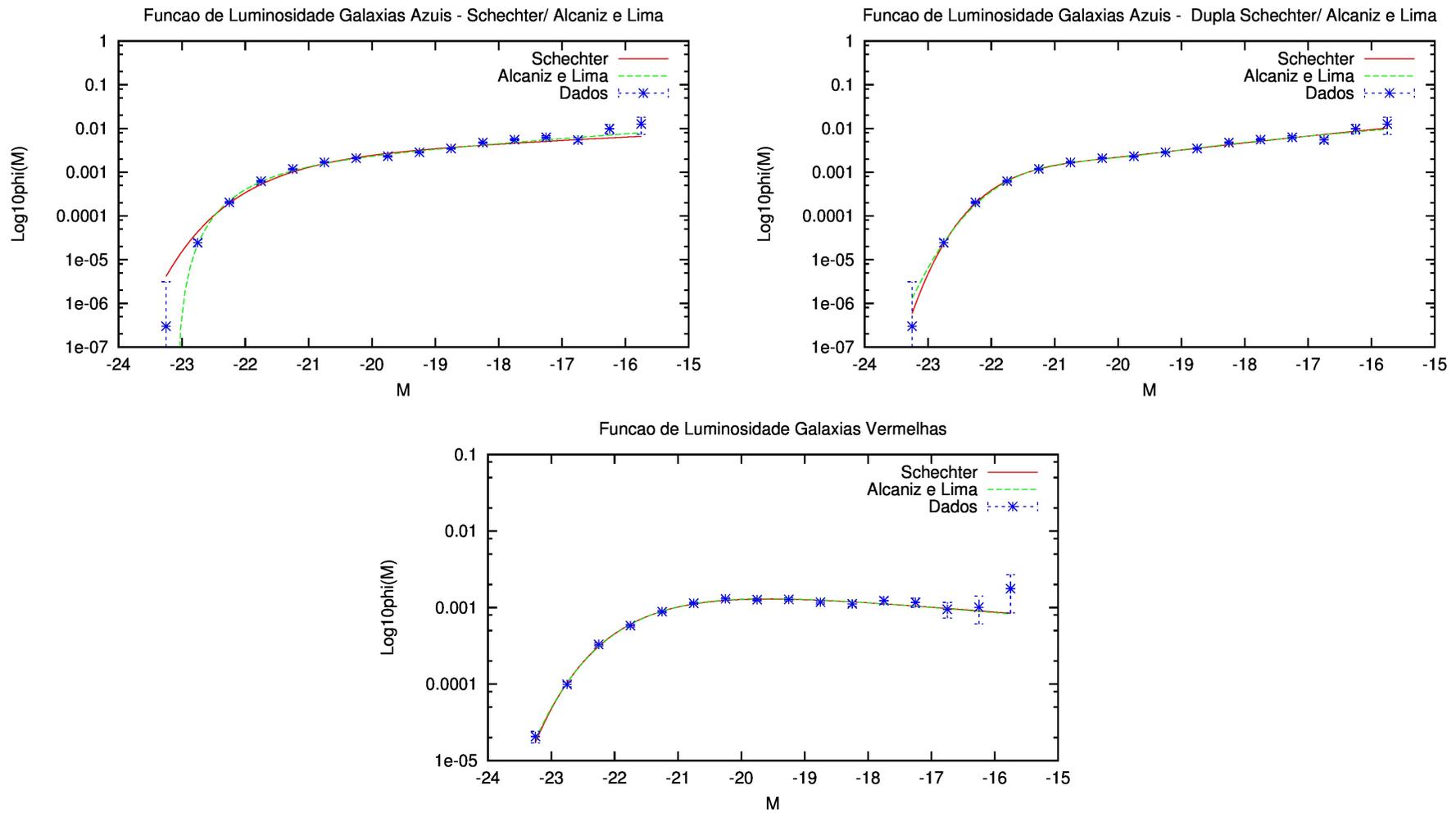


Figura 5.23: Gráficos superiores: Função de Luminosidade de galáxias azuis, onde o quadro da esquerda mostra o ajuste realizado com a função de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolínez et al. (2011) e a função de Schechter e o quadro da direita mostra o ajuste realizado com a dupla função de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolínez et al. (2011) e a dupla função de Schechter. Gráfico inferior: Função de Luminosidade de galáxias vermelhas com ajuste realizado por meio da função de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolínez et al. (2011) e a função de Schechter. Ponto azuis representam os dados e as curvas vermelha e verde representam o melhor ajuste para cada função.

### 5.5.4 [Blanton et al. \(2005\)](#)

O estudo da amostra de galáxias de campo em baixo *redshift* ( $10h^{-1}Mpc < d < 150h^{-1}Mpc$ ) incluindo galáxias com luminosidade tão baixa quanto  $M_r - 5logh \sim -12.5$ , selecionadas do *SDSS DR2*. A amostra investigada por [Blanton et al. \(2005\)](#) é única em conter galáxias de luminosidade extremamente baixa em uma larga gama de ambientes, selecionados com um critério uniforme e bem entendido. Em seu trabalho é apresentada a função de luminosidade, bem como a larga banda de propriedades de galáxias de baixa luminosidade. Os ajustes apresentados são realizados com a chamada dupla função de Schechter, por observar que a função de Schechter padrão não oferece um bom ajuste à função de luminosidade na banda r, que apresenta uma mudança de inclinação para  $M_r - 5logh > -18$ . Além da banda r, também foi investigada a função de luminosidade nas bandas *u*, *g*, *i* e *z* seguindo os critérios apresentados na Tabela 5.15 e usando o método de máxima probabilidade passo a passo. O resultados apresentados nesta seção, são originados a partir dos dados disponibilizados por [Blanton et al. \(2005\)](#) para o ajuste da função de luminosidade de galáxias com brilho superficial  $\mu_{50,r} < 24$ , corrigida para a incompletude deste brilho, onde usamos a dupla função de Schechter e a dupla função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#). Os nossos ajustes são apresentados nas Figuras 5.24, ?? e 5.25 e os melhores parâmetros, resultado do melhor ajuste, se encontram na Tabela 5.16. O nosso ajuste realizado com a dupla função de Schechter se mostra consistente com

Banda	$\mu_{50}$	$m$
u	---	$m_u < 18.4$
g	---	$m_g < 17.7$
r	$18 < \mu_{50,r} < 26$	$14 < m_r < 17.5$
i	---	$m_i < 17.5$
z	---	$m_z < 16.9$

Tabela 5.15: Critérios adotados para estudo da função de Luminosidade de galáxias de campo por [Blanton et al. \(2005\)](#). A primeira coluna mostra as bandas usadas na investigação, a segunda coluna, o brilho superficial à meia luz da banda *r* e, a terceira coluna mostra o limite de magnitude aparente usado em cada banda.

os resultados obtidos por [Blanton et al. \(2005\)](#), porém, ao compararmos os resultados do ajuste realizado com a dupla função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#), observamos que o nosso resultado se mostra diferente. As bandas *u* e *g* mostram que o *faint end*  $\alpha_1$  domina, se tratando da nova expressão analítica e, o *faint end*  $\alpha_2$  domina quando se trata da dupla função de Schechter, enquanto para as demais bandas, podemos ver que o *faint end*  $\alpha_2$  domina em ambas as funções. A magnitude característica se mostra menos brilhante que aquelas obtidas no ajuste com a dupla função de Schechter, exceto a banda *u* que também apresenta um *bright end* que cai mais rápido que a lei exponencial da função de Schechter, o que não ocorre com as outras bandas que caem mais lentamente por apresentarem  $\eta < 1$ .

Observamos que, exceto para a banda  $u$ , o  $\chi^2$  reduzido relativo ao ajuste usando a nova expressão analítica apresenta valores significativamente menores que os obtidos com Schechter, o que pode significar que a dupla função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#) está fornecendo um melhor ajuste aos dados em relação à dupla função de Schechter. Ao avaliar seus resultados a partir do ajuste com a dupla função de Schechter com critérios de seleção de galáxias voltados para o brilho superficial, [Blanton et al. \(2005\)](#) afirma que as galáxias de baixa luminosidade, são de baixo brilho superficial, com perfil de brilho aproximadamente exponencial e predominantemente azuis. Também afirma que a função de luminosidade é afetada fortemente pelo efeito de seleção de brilho superficial em baixas luminosidades e a incompletude em baixas luminosidades dificilmente afeta a obtenção da densidade de luminosidade total, por quê ao corrigir para a completude, as galáxias de baixa luminosidade não contribuirão significativamente. Finalmente, também observa que ao investigar a função de luminosidade em ambientes distintos com amostras do *SDSS*, se percebe que o limite exponencial em altas luminosidades é fortemente afetado pelo ambiente e que o  $\alpha_2$  da dupla função de Schechter não é função do ambiente em regiões de baixa densidade mas, pode ser significativamente íngreme em regiões de alta densidade.

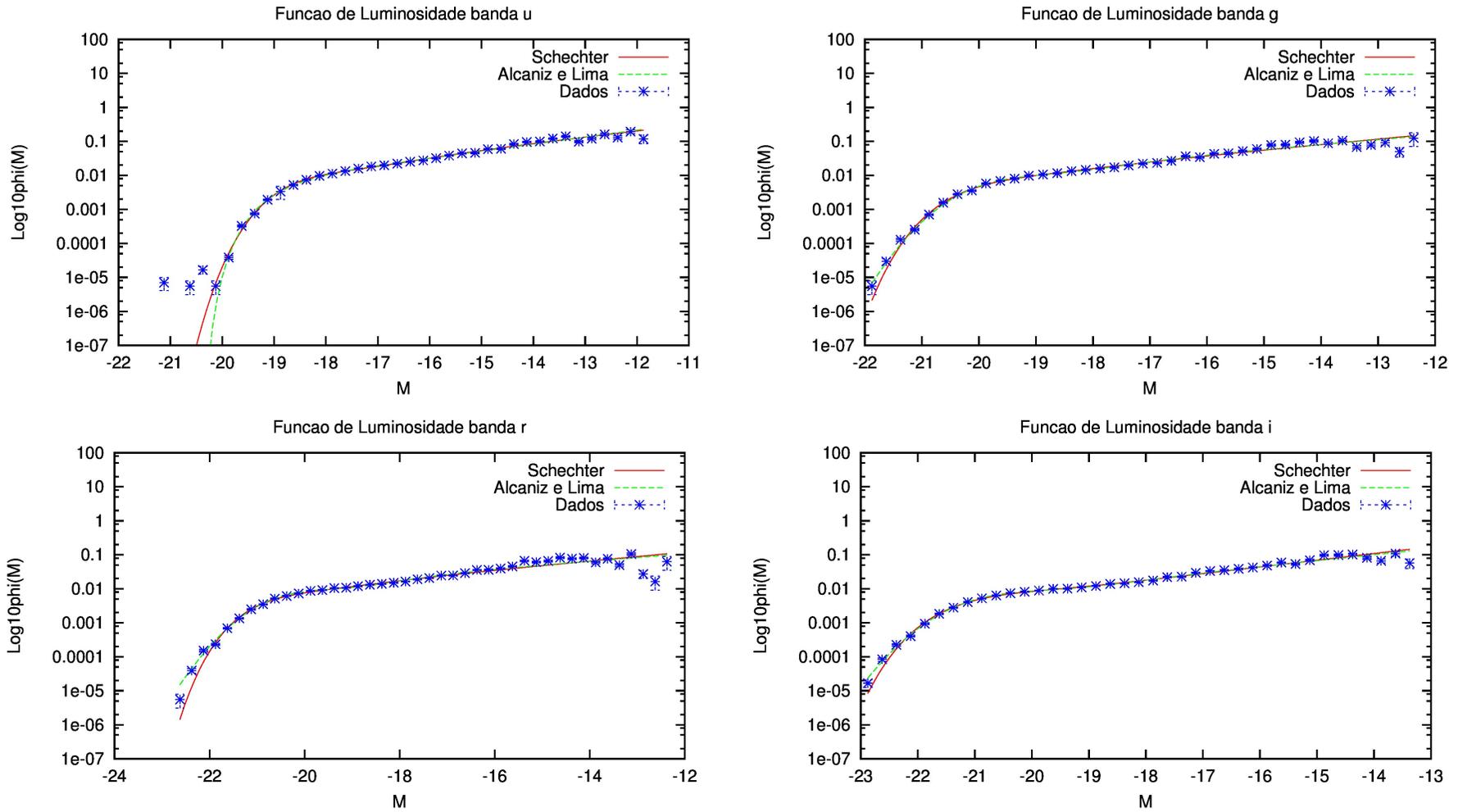


Figura 5.24: Função de luminosidade de galáxias de campo nas bandas  $u$ ,  $g$ ,  $r$  e  $i$ . Gráficos mostram nossos ajustes realizados com a dupla função de Alcaniz e Lima (2004) e Balaguera-Antolínez et al. (2011) e a dupla função de Schechter. A curva verde e vermelha representam o melhor ajuste e os pontos azuis, os dados.

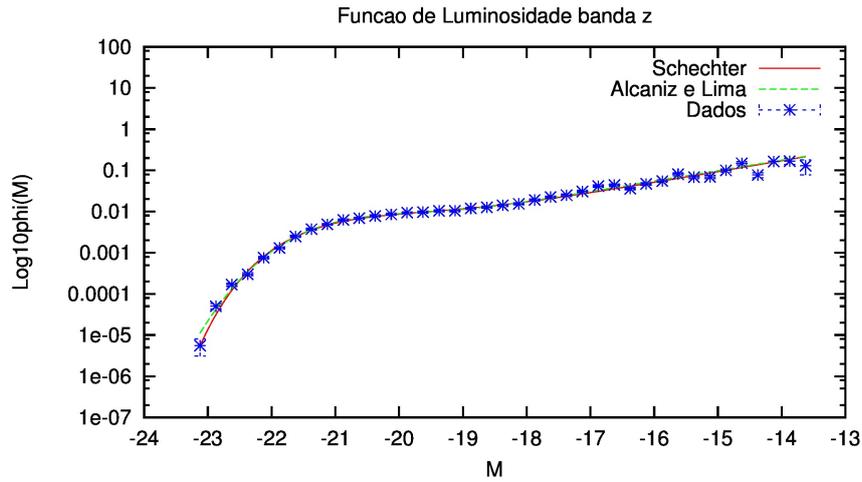


Figura 5.25: Função de luminosidade de galáxias de campo na banda  $z$ . Gráfico mostra nosso ajuste realizado com a dupla função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#) e a dupla função de Schechter. A curva verde e a vermelha representam o melhor ajuste e os pontos azuis, os dados.

Bandas	$\alpha_1$	$\alpha_2$	$M^*$	$\phi_1^*(\times 10^{-2} h^3 Mpc^{-3})$	$\phi_2^*(\times 10^{-2} h^3 Mpc^{-3})$	$\eta$	$\chi^2$
u	$-1.51 \pm 0.04$	$-0.38 \pm 0.26$	$-18.24 \pm 0.04$	$(1.24 \pm 0.24)$	$1.36 \pm 0.24$	$1.13 \pm 0.00$	4.57
g	$-1.35 \pm 0.04$	$0.80 \pm 0.29$	$-18.45 \pm 0.25$	$(2.12 \pm 0.42)$	$1.35 \pm 0.25$	$0.92 \pm 0.02$	4.45
r	$1.02 \pm 0.30$	$-1.27 \pm 0.04$	$-18.91 \pm 0.28$	$(1.08 \pm 0.26)$	$2.08 \pm 0.42$	$0.89 \pm 0.02$	13.28
i	$0.49 \pm 0.21$	$-1.43 \pm 0.03$	$-19.66 \pm 0.20$	$(1.46 \pm 0.14)$	$1.17 \pm 0.20$	$0.90 \pm 0.02$	3.68
z	$-0.06 \pm 0.23$	$-1.63 \pm 0.03$	$-20.25 \pm 0.24$	$(1.85 \pm 0.13)$	$0.51 \pm 0.13$	$0.93 \pm 0.03$	3.55
u	$0.49 \pm 0.20$	$-1.45 \pm 0.03$	$-17.47 \pm 0.06$	$(1.96 \pm 0.25)$	$2.30 \pm 0.26$	1.0	4.21
g	$0.14 \pm 0.28$	$-1.40 \pm 0.03$	$-19.23 \pm 0.10$	$(1.29 \pm 0.19)$	$1.28 \pm 0.20$	1.0	5.25
r	$0.30 \pm 0.32$	$-1.33 \pm 0.03$	$-19.91 \pm 0.13$	$(1.16 \pm 0.19)$	$1.18 \pm 0.19$	1.0	15.72
i	$-0.17 \pm 0.18$	$-1.49 \pm 0.03$	$-20.47 \pm 0.08$	$(1.35 \pm 0.11)$	$0.64 \pm 0.10$	1.0	5.08
z	$-0.46 \pm 0.14$	$-1.66 \pm 0.03$	$-20.73 \pm 0.07$	$(1.56 \pm 0.12)$	$0.31 \pm 0.06$	1.0	3.88

Tabela 5.16: Resultado dos parâmetros da função de [Alcaniz e Lima \(2004\)](#) e [Balaguera-Antolínez et al. \(2011\)](#) e Schechter, respectivamente. A última coluna mostra os valores do  $\chi^2$  reduzido obtidos nos ajustes realizados em cada banda.

---

## Considerações finais

---

Nesta dissertação, apresentamos uma revisão sobre a função de luminosidade de galáxias destacando a história desta ferramenta cosmológica. No decorrer deste trabalho foi colocado que muitas hipóteses foram propostas para a forma da função de luminosidade, porém, embora alguns modelos apresentados tenham chegado muito perto de uma forma apropriada para a função de luminosidade como [Hubble \(1936a\)](#), [Hubble \(1936b\)](#) e [Zwicky \(1957\)](#), só a função de [Schechter \(1976\)](#) conseguiu permanecer e representar um bom ajuste, sendo usado largamente na literatura. Por não oferecer um ajuste perfeito, a função de [Schechter \(1976\)](#) passa por modificações que não fornecem qualquer interpretação física e só tem o objetivo de oferecer uma maneira conveniente de modelar a função observada sobre uma grande amostra de luminosidade, principalmente quando os dados apresentam galáxias de luminosidades extremamente baixas, definida como dupla função de Schechter. A função de luminosidade em sua proposta não tem um sentido físico que a justifique, mas tem a grande vantagem de representar adequadamente as principais características da distribuição de luminosidade e uma bimodalidade de comportamento, que se mostra bastante útil para diferentes análises. O *faint end*, lado que representa as galáxias mais fracas em um regime de lei de potência, mostra evidências basicamente de galáxias anãs, enquanto o *bright end*, lado das galáxias brilhantes em um regime exponencial, mostra um domínio de galáxias elípticas e espirais.

Ao pensar em um novo modelo, alguns autores ([Alcaniz; Lima, 2004](#); [Balaguera-Antolínez et al., 2011](#)) propuseram em trabalhos distintos uma nova expressão analítica que permitiu determinar a distribuição de luminosidade usando o produto de duas leis de potência tanto para o *bright end* quanto para o *faint end*, acrescentando um novo parâmetro adimensional e ajustável, onde em baixas luminosidades ( $L \ll L^*$ ) opera no ajuste do *bright end*, o que não é feito pela função de Schechter.

A função de luminosidade de galáxias não apresenta uma forma universal, segundo nossos estudos e, esta característica está de acordo com as primeiras determinações da função de luminosidade com [Hubble \(1936a\)](#), [Hubble \(1936b\)](#) e [Zwicky \(1957\)](#). Encontramos uma clara dependência da função de luminosidade de galáxias, onde diferentes tipos de galáxias tem uma função de luminosidade que difere significativamente na sua forma. O mesmo também ficou evidente ao se avaliar a dependência da função de luminosidade na cor das galáxias, onde as galáxias vermelhas, mais brilhantes, apresentam um *faint end* íngreme e reduzido em relação às galáxias azuis que são fracas e povoam o *faint end* da função de luminosidade.

Mostramos também que o tipo morfológico específico não é o único parâmetro que determina a forma da função de luminosidade das galáxias. Os efeitos do ambiente também são importantes, portanto, a função de luminosidade por tipo morfológico não apresenta características de universalidade na sua forma. Avaliando a dependência da função de luminosidade no ambiente (galáxias de campo, grupos de galáxias e aglomerados de galáxias), encontramos significativa diferença entre todos eles. Os efeitos do ambiente desempenham também um papel crucial na forma da função de luminosidade por tipo morfológico. No entanto, esta dependência parece ser fraca o suficiente para permitir a definição de funções de luminosidade quase universal, assumindo a forma  $\phi(\rho, T)$  com uma grosseira separação em ambos o ambiente  $\rho$  e o tipo morfológico  $T$ .

A função de luminosidade avaliada em diferentes *redshifts* revela a importância e domínio de diferentes mecanismos físicos na história das galáxias como, eventuais mudanças morfológicas decorrentes da fusão, a caracterização da evolução da taxa de formação estelar e o número de densidade dos objetos. Separando as galáxias, se observa que diferentes tipos deverão apresentar uma evolução diferente, onde as galáxias mais vermelhas, que apresentam uma população estelar mais velha, terão uma evolução mais lenta em relação às galáxias azuis. Essa diferente evolução para cada tipo de galáxia pode restringir teorias de formação das galáxias.

## 6.1 Conclusões

O estudo de uma expressão analítica apresentada aqui nos permitiu comparar seu ajuste e conseqüentemente seus parâmetros de forma com a função de Schechter. Os dados extraídos da literatura limitou nosso estudo a galáxias de campo, separadas em classes (*E/S0* e *Sp/Irr*) ou bandas ópticas, e galáxias separadas por cor (vermelhas e azuis), já que só esses dados estavam disponíveis na literatura consultada. A nova expressão analítica em função da morfologia se mostra diferente ao avaliarmos duas classes distintas de galáxias (*E/S0* e *Sp/Irr*) e ao compararmos com uma função de luminosidade global, descartando também a possibilidade de uma forma universal para a nova expressão. Percebemos que nesta avaliação a nova expressão analítica mostra um comportamento já esperado, o *bright end* menor que a unidade, que significa uma queda mais lenta que o regime exponencial da função de Schechter e, portanto, um melhor ajuste em altas luminosidades. Com relação aos demais parâmetros, observamos que a função de Schechter mostra um brilho característico superior e um número maior de galáxias fracas que resulta num *faint end* um pouco mais íngreme que o *faint end* da nova expressão analítica.

Ao estudarmos o comportamento da nova expressão analítica usando galáxias de campo em cinco bandas ópticas (*u*, *g*, *r*, *i* e *z*), percebemos que a função de luminosidade se mostra muito similar a função de Schechter, apresentando diferenças que não

são significativas em relação aos parâmetros de forma, dando destaque novamente para o *bright end* que para todas as bandas há uma queda sensivelmente mais lenta que o regime exponencial da função de Schechter. Afirmamos, porém, que nosso ajuste com a nova expressão analítica parece melhor por que o  $\chi^2$  obtido para todas as bandas se mostram menores que aqueles ajustes que realizamos com a função de Schechter.

No estudo realizado com dois tipos de galáxias de campo vermelhas e azuis, avaliamos o estudo da distribuição bivariada em cor dessas galáxias usando o que chamamos de dupla função, ou seja, modificamos a nova expressão ao introduzir mais um termo de lei de potência para obtermos um melhor ajuste ao lado muito fraco da distribuição de galáxias azuis. Como já foi discutido anteriormente, a modificação na nova expressão analítica não tem qualquer sentido físico, representa somente a busca de um melhor ajuste da função quando há a presença de uma grande quantidade de galáxias com luminosidade extremamente baixa, característica observada na população de galáxias azuis. Nossos resultados se mostram consistentes com aqueles que foram obtidos com a função de Schechter, onde os parâmetros de forma para as galáxias azuis são melhores obtidos ao ajustarmos a nova dupla função e, as galáxias vermelhas com a simples e nova expressão analítica. Para os melhores ajustes, observamos novamente que a função de Schechter oferece um brilho característico levemente superior, enquanto a nova expressão continua apresentando um *bright end* que cai significativamente mais lento.

Usando ainda a nova dupla função, avaliamos uma amostra de galáxias de campo de baixo *redshift*, incluindo galáxias com luminosidade extremamente baixa em uma larga gama de ambientes e em cinco bandas ópticas (*u*, *g*, *r*, *i* e *z*). Nossos resultados se mostraram muito diferentes daqueles que foram obtidos com a dupla função de Schechter, apresentando um lado muito fraco que demonstra uma leve redução do número de galáxias com luminosidade extremamente baixa. Em relação ao *bright end* temos que a lei de potência da nova expressão analítica cai mais rápido que o regime exponencial da função de Schechter, enquanto as demais bandas apresentam uma queda mais lenta. Embora os resultados não apresentem semelhança com os casos avaliados anteriormente, acreditamos que ainda assim a nova expressão analítica oferece um bom ajuste aos dados.

Ao fim deste trabalho, mesmo sem a disponibilidade de uma grande quantidade de dados que nos permita avaliar a eficiência deste novo modelo em uma grande gama de ambientes, morfologias, diferentes *redshifts* ou cor, acreditamos que a nova expressão representa um bom ajuste aos dados testados representando um comportamento que descreve bem a distribuição de luminosidade das galáxias.

## 6.2 Contribuições

Buscamos por meio deste trabalho, reforçar o que tem sido sempre claro, que a função de luminosidade de galáxias é fundamental para a compreensão da formação e evolução de galáxias e que muitos processos envolvidos nos eventos de formação tem, sem dúvida, contribuído para sua determinação. A modelagem de uma nova expressão analítica traz a condição de melhor entendimento destes mecanismos, onde um novo parâmetro altera o comportamento da velha função em altas luminosidades.

Em adição, também participei da confecção de um artigo que introduz, de forma inédita, o estudo da correlação das propriedades das flutuações do fluxo transmitido, na floresta Lyman- $\alpha$  ao longo da linha de visada para quasares usando o método estatístico chamado *Detrend Fluctuation Analysis* (DFA). A floresta Lyman- $\alpha$  é um fenômeno de absorção visto em espectros de quasares de altos *redshifts* e galáxias, esta ferramenta cosmológica observável contém pistas sobre a distribuição de matéria no Universo e a evolução das galáxias contribuindo também para a compreensão da formação e evolução destes objetos.

## 6.3 Atividades Futuras de Pesquisa

A ideia de se fazer um levantamento de amostras de galáxias de grandes *Surveys* como o *SDSS* e o *2dF* é importante para se realizar uma investigação mais apurada da nova expressão analítica, aplicando métodos apropriados ao introduzir o novo parâmetro e observando seu comportamento de acordo com a morfologia, cor, ambiente e sua evolução com *redshift*. Esta atividade pode trazer melhores resultados e confirmar uma expressão que descreve melhor a distribuição de luminosidade das galáxias ou qualquer outro objeto de estudo.

---

## Cosmologia

---

A visão geralmente aceita na moderna cosmologia é que o Universo observável é uma região homogênea e isotrópica do espaço-tempo com um raio da ordem de  $\sim 10^{26}$  m. O surgimento do Universo é atribuído ao fenômeno chamado *Big Bang*, onde o conteúdo do espaço-tempo iniciou sua expansão a partir de um região muito pequena depois de um evento desencadeador a cerca de  $\sim 5 \times 10^{17}$  s no passado. Essa expansão continua acontecendo nos dias atuais e as flutuações Quânticas foram amplificadas pela gravidade para formar as estruturas que observamos hoje. A natureza deste fenômeno inicial é desconhecida, mas a subsequente cosmologia forma o conhecimento para apresentar observações da distribuição e propriedades das galáxias, objeto de estudo desta dissertação.

Os desenvolvimentos mais interessantes em cosmologia na última década tem sido, sem dúvida, observacional. Os parâmetros cosmológicos que são importantes para entendermos o passado e prever o futuro do nosso Universo tem sido medido com um alto grau de precisão. Uma larga gama de observações foram reunidas para atingir este nível de precisão. Isto inclui medidas da Radiação Cósmica de Fundo (do Inglês: Cosmic Microwave Background (CMB)) pelo *Wilkinson Microwave Anisotropy Probe* atualmente o WMAP9 (Hinshaw et al., 2012; Bennett et al., 2012) e outros experimentos, destacando alguns como; o estudo do aglomerato de galáxias por meio de grandes levantamentos, tais como *2dF Galaxy Redshift Survey* (Cole et al., 2005) e o *Sloan Digital Sky Survey* (Tegmark et al., 2004; Eisenstein et al., 2005), o estudo do aglomerado de galáxias luminosas no raio-X (Allen et al., 2003; Bahcall; Bode, 2003; Voevodkin; Vikhlinin, 2004) e o estudo de dados da floresta de  $Ly\alpha$  (Croft et al., 2002; Viel; Haehnelt; Springel, 2004; Jena et al., 2005; Seljak et al., 2005). A confiança no modelo padrão da cosmologia se deve ao notável acordo que existe entre os diferentes métodos de medida desses parâmetros cosmológicos.

Estas observações revelam as características citadas acima, um Universo homogêneo e isotrópico em largas escalas, espacialmente plano, e expandindo em uma taxa acelerada. O conteúdo de energia do Universo é dominado por energia escura, cuja gravidade repulsiva impulsiona uma expansão acelerada, mas que possui uma identidade que continua um mistério. O conteúdo de matéria do Universo é dominado pela matéria escura, que se atribui a característica de ser fria (isto é, se move com velocidade de dispersão desprezível). A formação de estruturas no universo da Matéria Escura Fria (do Inglês: *Cold Dark Matter* (CDM)) é hierárquica, onde as menores estruturas colapsam primeiro e se fundem continuamente sob o efeito da instabilidade gravitacional para formar cada vez mais estruturas massivas.

Assumindo a validade do Princípio Cosmológico, onde o Universo é homogêneo (todos os lugares são equivalentes) e isotrópico (todas as direções são equivalentes) e que o espaço-tempo pode ser dado como uma métrica que fornece o comprimento de um elemento de linha em termos de coordenadas espacial e temporal, a métrica Friedmann-Robertson-Walker dependente do tempo pode ser derivada:

$$c^2 d\tau^2 = c^2 dt^2 - a(t)^2 \left( \frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2 \theta d\phi^2 \right), \quad (\text{A.1})$$

onde  $a(t)$  é o fator de escala do Universo, normalizado para a unidade no presente ( $a(t_0) = 1$ ) e  $k$  indica a curvatura intrínseca do espaço-tempo podendo assumir um dos três valores  $k = -1, 0, +1$ , correspondendo a uma curvatura negativa (aberta), zero (plana) e positiva (fechada), respectivamente.

Se observa que o Universo está expandindo de acordo com a lei de Hubble  $v = Hd_P$ , onde  $H$  é uma função do tempo, com o valor no presente dia dada por  $H_0$  e  $d_P$  é a distância própria que surge a partir da métrica quando  $dt = 0$

$$d_P = \int_0^r \frac{adr}{(1 - kr^2)^{1/2}} = af(r), \quad (\text{A.2})$$

onde  $f(r)$  é igual respectivamente a  $\sinh^{-1}r$  ( $k = -1$ ),  $r$  ( $k = 0$ ) ou  $\sin^{-1}r$  ( $k = 1$ ). A distância própria é a que iria ser medida por uma régua colocada entre os dois pontos.

A expansão faz com que a luz de objetos distantes sejam desviadas para o vermelho fazendo com que os fótons sejam esticados entre sua emissão e hora de chegada ao observador. A este fenômeno é dado o nome de *redshift* observado, que é a razão entre a luz emitida de um objeto em um determinado comprimento de onda de referência e o comprimento de onda depois do desvio Doppler devido ao movimento do objeto que se afasta do observador e é definido como (Peebles, 1993; Hogg, 1999)

$$z \equiv \frac{\nu_e}{\nu_o} - 1 = \frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_e}, \quad (\text{A.3})$$

com  $\lambda_e$  sendo o comprimento de onda emitido e  $\lambda_o$  o observado. Para pequenos *redshifts*  $z$ , portanto, pequenas distâncias, teremos

$$z \approx \frac{\nu}{c} = \frac{d}{D_H}, \quad (\text{A.4})$$

com  $\nu$  sendo a frequência da radiação,  $c$  a velocidade da luz,  $d$  a distância e  $D_H$  a distância de Hubble que será definida a seguir. O movimento radial é devido a uma combinação da expansão do Universo, referido como o fluxo de Hubble, e a componente radial da velocidade peculiar não cosmológica do objeto. Ignorando velocidades peculiares,

podemos escrever (Schneider, 2006),

$$1 + z = \frac{a(t_0)}{a(t_e)} = \frac{1}{a(t_e)}. \quad (\text{A.5})$$

Assim, a distância em relação a uma galáxia é conhecida se medirmos o *redshift*, tendo o valor de  $H_0$ , e a sua velocidade no espaço, que é pequena, comparada a sua velocidade de recessão.

Pode-se também retirar a expansão, definindo as distâncias comóvel, do diâmetro angular e de luminosidade

$$d_C = \frac{d_P}{a(t)}, \quad d_A = \frac{d_P}{1+z}, \quad d_L = d_P(1+z), \quad (\text{A.6})$$

que são úteis, por quê podem ser diretamente observadas em escalas cosmológicas, ao contrário da distância própria. Mas também podemos observar que a expressão A.4 fornece uma relação linear entre o *redshift* e a distância. Se assumirmos uma relação linear entre o *redshift* e a velocidade de recessão (que é válido para pequenos  $z$ ), é possível supor uma relação linear entre a velocidade de recessão  $v$  e a distância  $d$ :

$$v = H_0 d, \quad (\text{A.7})$$

onde  $H_0$  é a constante de proporcionalidade. Esta é também a única relação velocidade de recessão-distância que satisfaz o princípio cosmológico. Esta relação foi confirmada ser um bom ajuste com os dados disponíveis em um dos primeiros resultados na cosmologia observacional física por Hubble (1929). O melhor valor atual estimado deste parâmetro é  $69.32 \pm 0.80 \text{ km.s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  (Bennett et al., 2012), onde 1 parsec (pc) é a distância de um ponto ao objeto que subentende um ângulo de parallax de 1 arco segundo em relação a um referencial fixo quando o observador se move 1 unidade astronômica (AU, distância média da Terra ao Sol) perpendicular à linha de visada. É comum escrever a constante de Hubble em termos de um parâmetro adimensional de Hubble (Hogg, 1999):

$$H_0 = 100h[\text{km.s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}]. \quad (\text{A.8})$$

A distância de Hubble é uma quantidade conveniente, frequentemente usada para definir a medida de distância:

$$D_H = \frac{c}{H_0}, \quad (\text{A.9})$$

E a distância de luminosidade é definida como

$$D_L \equiv \sqrt{\frac{L}{4\pi S}}, \quad (\text{A.10})$$

onde  $L$  é luminosidade bolométrica e  $S$  é o fluxo. A distância do diâmetro angular é

definido como a razão entre o tamanho transversal de um objeto e a sua extensão angular:

$$D_A(z) = \frac{\textit{tamanho transversal}}{(\alpha)}, \quad (\text{A.11})$$

onde  $\alpha$  é o ângulo subtendido pelo objeto no céu e a distância comóvel pode ser definida para aqueles objetos que se movem relativo a outros com a expansão do Universo sempre tendo a mesma separação, a distância comóvel radial pode ser escrita como:

$$D_C(z) = D_H \int_0^z \frac{dz'}{E(z')}, \quad (\text{A.12})$$

onde,

$$E(z) \equiv \sqrt{\Omega_m(1+z)^3 + \Omega_k(1+z)^2 + \Omega_\Lambda}, \quad (\text{A.13})$$

e

$$\Omega_m + \Omega_k + \Omega_\Lambda = 1. \quad (\text{A.14})$$

A distância de luminosidade, a distância comóvel transversa e a distância do diâmetro angular são relacionadas por:

$$D_L(z) = (1+z)D_M(z) = (1+z)^2D_A(z), \quad (\text{A.15})$$

assumindo  $\Omega_k = 0$ , nos permite escrever

$$D_M(z) = D_C(z), \quad (\text{A.16})$$

e o elemento de volume comóvel pode então ser definido como:

$$dV_c = D_H \frac{(1+z)^2 D_A^2}{E(z)} d\Omega dz = D_H \frac{D_C^2}{E(z)} d\Omega dz, \quad (\text{A.17})$$

onde  $d\Omega$  é o elemento de ângulo sólido.

O conteúdo de matéria do Universo em largas escalas é descrito pelas equações de Friedmann (Peebles, 1993)

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3} \left( \rho + \frac{3p}{c^2} \right) + \frac{\Lambda c^2}{3}, \quad (\text{A.18})$$

e

$$\frac{\dot{a}^2}{a} = \frac{8\pi G}{3} \rho - \frac{Kc^2}{a^2} + \frac{\Lambda c^2}{3}, \quad (\text{A.19})$$

onde  $p$  é a pressão,  $\rho$  é a densidade e  $\Lambda$  é a constante cosmológica.  $\Lambda$  corresponde a um constituinte com pressão negativa. Esta constante foi originalmente introduzida por Albert Einstein para manter o Universo em um estado de equilíbrio, em vez de tê-lo em expansão, mas depois a expansão foi descoberta por Hubble (1929), que pensava não ser necessário. O valor  $\dot{a}/a$  descreve a quantidade de expansão e é igual a  $H(z)$  (Peebles,

1993; Schneider, 2006).

Os constituintes tem uma equação de estado  $p(\rho)$  que em largas escalas é  $p = 0$  para bárions e  $p = 1/3\rho$  para a radiação. Estes correspondem a densidade de energia de  $a^{-3}$  e  $a^{-4}$ , assim, nos dias atuais do Universo, a matéria domina a radiação. Podemos então definir as razões (Peebles, 1993; Schneider, 2006)

$$\Omega_m = \frac{\rho_m}{\rho_c}, \quad \Omega_\Lambda = \frac{\Lambda c^2}{3H_0^2}, \quad \Omega_k = -\frac{kc^2}{a_0^2 H_0^2}, \quad (\text{A.20})$$

onde a densidade crítica  $\rho_c$  suficiente para fazer a curvatura nula é definida como

$$\rho_c = \frac{3H^2}{8\pi G}. \quad (\text{A.21})$$

Como pode ser observado na expressão A.14, as definições são tais que a soma dos parâmetros é igual a 1 e são válidas para os dias atuais. Outros parâmetros também podem ser definidos para outras quantidades, tais como a radiação ou neutrinos, porém, atualmente apresentam valores muito pequenos devido ao domínio da matéria.

Um outro parâmetro importante é obtido ao expandir por série de Taylor o fator de escala  $a(t)$  em torno de  $t_0$ , onde podemos obter a aceleração da expansão, que por convenção nos fornece o parâmetro de desaceleração (Schneider, 2006)

$$q_0 = -\frac{\ddot{a}(t_0)a_0}{\dot{a}^2}, \quad (\text{A.22})$$

se a matéria é bem aproximada pelo modelo em que  $p = 0$ , então a aceleração é dada por

$$q_0 = \frac{\Omega_m(t_0)}{2} - \Omega_\Lambda(t_0). \quad (\text{A.23})$$

Nos últimos anos, as observações usadas para derivar os parâmetros melhoraram drasticamente, levando ao paradigma padrão " $\Lambda$ CDM" no qual  $\Omega_m \sim 0.3$  e  $\Omega_\Lambda \sim 0.7$ . A sigla *CDM* significa *Cold Dark Matter* ou Matéria Escura Fria, que representa cerca de 5/6 da massa contribuindo para  $\Omega_m$ . Isso é necessário por várias observações, tais como as curvas de rotação das galáxias, suas velocidades orbitais em aglomerados de galáxias e a forma da estrutura em grande escala. O termo "*Cold*" significa que as partículas estão se movendo a uma velocidade não-relativística, que não emite luz, mas que interagem com a matéria visível através da gravidade. Existem muitas partículas candidatas, mas a natureza da matéria escura é desconhecida.

---

## Referências Bibliográficas

---

- Abell, G. O. *Problems of extra-galactic research*. London: Collier-macmillan, 1962. 213 p.
- Abell, G. O. Clustering of galaxies. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 3, p. 1, 1965.
- Abramowitz, M.; Stegun, I. A. *Handbook of Mathematical Functions*. [S.l.]: Tenth Printing, 1972. 1037 p.
- Alcaniz, J. S.; Lima, J. A. S. Galaxy luminosity function: A new analytic expression. *Brazilian Journal of Physics*, v. 34, p. 455–458, Junho 2004.
- Allen, S. W.; Schmidt, R. W.; Fabian, A. C.; Ebeling, H. Cosmological constraints from the local X-ray luminosity function of the most X-ray-luminous galaxy clusters. , v. 342, p. 287–298, Junho 2003.
- Assmann, P.; Fellhauer, M.; Wilkinson, M. I.; Smith, R. A possible formation scenario for dwarf spheroidal galaxies - I. Fiducial model. , v. 432, p. 274–284, Junho 2013.
- Bahcall, N. A.; Bode, P. The Amplitude of Mass Fluctuations. , v. 588, p. L1–L4, Maio 2003.
- Bai, L. et al. IR Observations of MS 1054-03: Star Formation and Its Evolution in Rich Galaxy Clusters. , v. 664, p. 181–197, Julho 2007.
- Bai, L. et al. Infrared Luminosity Function of the Coma Cluster. , v. 639, p. 827–837, Março 2006.
- Bai, L.; Rieke, G. H.; Rieke, M. J.; Christlein, D.; Zabludoff, A. I. The Infrared Luminosity Functions of Rich Clusters. , v. 693, p. 1840–1850, mar. 2009.
- Balaguera-Antolínez, A. et al. The REFLEX II galaxy cluster survey: power spectrum analysis. , v. 413, p. 386–400, Maio 2011.
- Baldry, I. K. et al. Quantifying the Bimodal Color-Magnitude Distribution of Galaxies. , v. 600, p. 681–694, Janeiro 2004.
- Baldry, I. K.; Glazebrook, K.; Driver, S. P. On the galaxy stellar mass function, the mass-metallicity relation and the implied baryonic mass function. , v. 388, p. 945–959, Agosto 2008.
- Balogh, M. L. et al. The Bimodal Galaxy Color Distribution: Dependence on Luminosity and Environment. , v. 615, p. L101–L104, Novembro 2004.

- Barkhouse, W. A.; Yee, H. K. C.; López-Cruz, O. The Luminosity Function of Low-Redshift Abell Galaxy Clusters. , v. 671, p. 1471–1496, dez. 2007.
- Barrena, R.; Girardi, M.; Boschin, W.; Mardirossian, F. Environmental effects on the bright end of the galaxy luminosity function in galaxy clusters. , v. 540, p. A90, Abril 2012.
- Bautz, L. P.; Morgan, W. W. On the Classification of the Forms of Clusters of Galaxies. , v. 162, p. L149, Dezembro 1970.
- Bell, E. F.; Holden, B. P.; Rix, H.-W.; Skibba, R. A.; van der Well, A. THE PHYSICAL ORIGINS OF THE MORPHOLOGY-DENSITY RELATION: EVIDENCE FOR GAS STRIPPING FROM THE SLOAN DIGITAL SKY SURVEY. , v. 714, p. 1779–1788, Maio 2010.
- Bell, E. F.; McIntosh, D. H.; Katz, N.; Weinberg, M. D. The Optical and Near-Infrared Properties of Galaxies. I. Luminosity and Stellar Mass Functions. , v. 149, p. 289–312, Dezembro 2003.
- Bennett, C. L. et al. Nine-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Final Maps and Results. *ArXiv e-prints*, Dezembro 2012.
- Benson, A. J. et al. What Shapes the Luminosity Function of Galaxies? , v. 599, p. 38–49, dez. 2003.
- Benson, A. J.; Džanović, D.; Frenk, C. S.; Sharples, R. Luminosity and stellar mass functions of discs and spheroids in the SDSS and the supermassive black hole mass function. , v. 379, p. 841–866, Agosto 2007.
- Binggeli, B.; Sandage, A.; Tammann, G. The luminosity function of galaxies. , v. 26, p. 509–560, 1988.
- Binney, J.; Merrifield, M. *Galactic Astronomy*. Princeton University Press, 41 William Street: Princeton series in Astrophysics, 1998.
- Blanton, M. R. et al. The Luminosity Function of Galaxies in SDSS Commissioning Data. *The Astrophysical Journal*, v. 121, p. 2358–2380, Maio 2001.
- 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. , v. 629, p. 143–157, Agosto 2005.
- Blanton, M. R. et al. The galaxy luminosity function and luminosity density at redshift  $z = 0.1$ . *The Astrophysical Journal*, v. 592, p. 819–838, Agosto 2003.
- Blanton, M. R. et al. The Broadband Optical Properties of Galaxies with Redshifts  $0.02 < z < 0.22$ . *The Astrophysical Journal*, v. 594, p. 186–207, Setembro 2003.

- Blanton, M. R. et al. The Properties and Luminosity Function of Extremely Low Luminosity Galaxies. , v. 631, p. 208–230, Setembro 2005.
- Block, D. L.; Puerari, I.; Freeman, K. C.; Groess, R.; Block, E. K. (Ed.). *Penetrating bars through masks of cosmic dust : the Hubble tuning fork strikes a new note*, v. 319 de *Astrophysics and Space Science Library*, (Astrophysics and Space Science Library, v. 319). [S.l.: s.n.], 2004.
- Boissé, P.; Blanchard, A.; Combes, F.; Mazure, A. *Galaxies and Cosmology*. [S.l.]: Springer, 1995. 447 p.
- Bruzual, G.; Charlot, S. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. , v. 344, p. 1000–1028, Outubro 2003.
- Buta, R. The Catalog of Southern Ringed Galaxies. , v. 96, p. 39–116, Janeiro 1995.
- Buta, R. J. Galaxy Morphology. In: \_\_\_\_\_. *Planets, Stars and Stellar Systems. Volume 6: Extragalactic Astronomy and Cosmology*. [S.l.: s.n.], 2013. p. 1.
- Butcher, H.; Oemler JR., A. The evolution of galaxies in clusters. I - ISIT photometry of C1 0024+1654 and 3C 295. , v. 219, p. 18–30, Janeiro 1978.
- Caditz, D.; Petrosian, V. Smoothed nonparametric estimation of the luminosity function for flux-limited samples. *The Astrophysical Journal*, v. 416, p. 450–457, Fevereiro 1993.
- Choloniewski, J. New method for the determination of the luminosity function of galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 223, p. 1–9, 1986.
- Choloniewski, J. On lynden-bell's method for the determination of the luminosity function. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 226, p. 273–280, 1987.
- Christlein, D.; Zabludoff, A. I. Galaxy Luminosity Functions from Deep Spectroscopic Samples of Rich Clusters. , v. 591, p. 764–783, Julho 2003.
- Coenda, V.; Muriel, H. Galaxy properties in clusters: dependence on the environment and the cluster identification techniques. , v. 504, p. 347–358, Setembro 2009.
- Cole, S. et al. The 2dF Galaxy Redshift Survey: power-spectrum analysis of the final data set and cosmological implications. , v. 362, p. 505–534, Setembro 2005.
- Colless, M. The dynamics of rich clusters. II - Luminosity functions. , v. 237, p. 799–826, Abril 1989.
- Colless, M. et al. The 2dF Galaxy Redshift Survey: spectra and redshifts. , v. 328, p. 1039–1063, Dezembro 2001.
- Cortese, L. et al. The GALEX Ultraviolet Luminosity Function of the Cluster of Galaxies A1367. , v. 623, p. L17–L20, Abril 2005.

- Cortese, L. et al. The UV luminosity function of nearby clusters of galaxies. , v. 410, p. L25–L28, Outubro 2003.
- Corwin, H. G.; de Vaucouleurs, A.; de Vaucouleurs, G. *Southern galaxy catalogue. A catalogue of 5481 galaxies south of declination -17 grad. found on 1.2m UK Schmidt IIIa J plates.* [S.l.: s.n.], 1985.
- Cottrell, G. A. On the origin of Irregular II galaxies. , v. 184, p. 259–264, Julho 1978.
- Cowie, L. L.; Songaila, A.; Hu, E. M. New insight on galaxy formation and evolution from keck spectroscopy of the hawaii deep fields. *The Astrophysical Journal*, v. 112, p. 893, Setembro 1996.
- Croft, R. A. C. et al. Toward a Precise Measurement of Matter Clustering: Ly $\alpha$  Forest Data at Redshifts 2-4. , v. 581, p. 20–52, Dezembro 2002.
- Cuesta-Bolao, M. J.; Serna, A. Environmental and morphological dependence of the luminosity function of galaxies. *Astronomy Astrophysics*, v. 405, p. 917–930, Março 2003.
- Davis, M.; Huchra, J. A survey of galaxy redshifts. iii. the density field and the induced gravity field. *The Astrophysical Journal*, v. 254, p. 437–450, Março 1982.
- de Lapparent, V.; Galaz, G.; Bardelli, S.; Arnouts, S. The ESO-Sculptor Survey: Luminosity functions of galaxies per spectral type at redshifts 0.1-0.5. , v. 404, p. 831–860, Junho 2003.
- De Propris, R. et al. The 2dF Galaxy Redshift Survey: the luminosity function of cluster galaxies. , v. 342, p. 725–737, jul. 2003.
- de Propris, R.; Eisenhardt, P. R.; Stanford, S. A.; Dickinson, M. The Infrared Luminosity Function of Galaxies in the Coma Cluster. , v. 503, p. L45, Agosto 1998.
- de Vaucouleurs, G. Classification and Morphology of External Galaxies. *Handbuch der Physik*, v. 53, p. 275, 1959.
- de Vaucouleurs, G. Integrated Colors of Bright Galaxies in the u, b, V System. , v. 5, p. 233, Janeiro 1961.
- de Vaucouleurs, G. Revised Classification of 1500 Bright Galaxies. , v. 8, p. 31, Abril 1963.
- de Vaucouleurs, G. et al. *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies. Volume I: Explanations and references. Volume II: Data for galaxies between 0<sup>h</sup> and 12<sup>h</sup>. Volume III: Data for galaxies between 12<sup>h</sup> and 24<sup>h</sup>.* [S.l.: s.n.], 1991.
- de Vaucouleurs, G.; Freeman, K. C. Structure and dynamics of barred spiral galaxies, in particular of the Magellanic type. *Vistas in Astronomy*, v. 14, p. 163–294, 1972.

- Devereux, N.; Willner, S. P.; Ashby, M. L. N.; Willmer, C. N. A.; Hriljac, P. Nearby Galaxies in the 2  $\mu\text{m}$  All Sky Survey. I. K-Band Luminosity Functions. , v. 702, p. 955–969, Setembro 2009.
- Dressler, A. A comprehensive study of 12 very rich clusters of galaxies. I - Photometric technique and analysis of the luminosity function. , v. 223, p. 765–775, Agosto 1978.
- Dressler, A. Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies. , v. 236, p. 351–365, Março 1980.
- Dreyer, J. L. E. A New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars, being the Catalogue of the late Sir John F. W. Herschel, Bart, revised, corrected, and enlarged. , v. 49, p. 1, 1888.
- Driver, S. P. et al. The Millennium Galaxy Catalogue: morphological classification and bimodality in the colour-concentration plane. , v. 368, p. 414–434, Maio 2006.
- Driver, S. P.; Allen, P. D.; Liske, J.; Graham, A. W. The Millennium Galaxy Catalogue: The Luminosity Functions of Bulges and Disks and Their Implied Stellar Mass Densities. , v. 657, p. L85–L88, Março 2007.
- Eales, S. Direct construction of the galaxy luminosity function as a function of redshift. *The Astrophysical Journal*, v. 404, p. 51–62, Fevereiro 1993.
- Efstathiou, G.; Ellis, R. S.; Peterson, B. A. Analysis of a complete galaxy redshift survey. ii - the field-galaxy luminosity function. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 232, p. 431–461, 1988.
- Einasto, J.; Saar, E.; Kaasik, A.; Chernin, A. D. Missing mass around galaxies - Morphological evidence. , v. 252, p. 111–113, Novembro 1974.
- Eisenstein, D. J. et al. Detection of the Baryon Acoustic Peak in the Large-Scale Correlation Function of SDSS Luminous Red Galaxies. , v. 633, p. 560–574, Novembro 2005.
- Elmegreen, D. M.; Elmegreen, B. G. Flocculent and grand design spiral structure in field, binary and group galaxies. , v. 201, p. 1021–1034, Dezembro 1982.
- Elmegreen, D. M.; Elmegreen, B. G. Arm classifications for spiral galaxies. , v. 314, p. 3–9, Março 1987.
- Ettori, S. et al. The Hot and Energetic Universe: The astrophysics of galaxy groups and clusters. *ArXiv e-prints*, Junho 2013.
- Felten, J. E. On schmidt's  $v_m$  estimator and other estimators of luminosity functions. *The American Astronomical Society*, Novembro 1976.

- Felten, J. E. Galaxy luminosity functions,  $m/l$  ratios, and closure of the universe: Numbers and problems. In: *Comments on Modern Physics, Part C - Comments on Astrophysics*. Great Britain: Science Publisher, Inc. and POA Ltd., 1985. v. 11, p. 53–67.
- Folkes, S. et al. The 2dF Galaxy Redshift Survey: spectral types and luminosity functions. , v. 308, p. 459–472, Setembro 1999.
- Freeman, K. C. Stellar Dynamics and the Structure of Galaxies. In: \_\_\_\_\_. *Galaxies and the Universe*. [S.l.]: the University of Chicago Press, 1975. p. 409.
- Gallagher III, J. S.; Hunter, D. A. Colors and the evolution of amorphous galaxies. , v. 94, p. 43–53, Julho 1987.
- Gallagher III, J. S.; Sparke, L. S. *Galaxies in The Universe: An Introduction*. [S.l.]: Cambridge University Press, 2007. 443 p.
- Garilli, B.; Maccagni, D.; Andreon, S. Composite luminosity function of cluster galaxies. , v. 342, p. 408–416, Fevereiro 1999.
- Gil de Paz, A.; Madore, B. F.; Pevunova, O. Palomar/Las Campanas Imaging Atlas of Blue Compact Dwarf Galaxies. I. Images and Integrated Photometry. , v. 147, p. 29–59, Julho 2003.
- Gilmore, G.; Asiri, H. M. Are dSph galaxies Galactic building blocks? In: *European Physical Journal Web of Conferences*. [S.l.: s.n.], 2012. (European Physical Journal Web of Conferences, v. 19), p. 3001.
- Gómez, P. L. et al. Galaxy Star Formation as a Function of Environment in the Early Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. , v. 584, p. 210–227, Fevereiro 2003.
- González, R. E.; Lares, M.; Lambas, D. G.; Valotto, C. The faint-end of the galaxy luminosity function in groups. , v. 445, p. 51–58, Janeiro 2006.
- Goto, T. et al. Composite Luminosity Functions Based on the Sloan Digital Sky Survey “Cut and Enhance” Galaxy Cluster Catalog. , v. 54, p. 515–525, Agosto 2002.
- Hansen, S. M. et al. Measurement of Galaxy Cluster Sizes, Radial Profiles, and Luminosity Functions from SDSS Photometric Data. , v. 633, p. 122–137, Novembro 2005.
- Herschel, J. F. W. Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars. *Royal Society of London Philosophical Transactions Series I*, v. 154, p. 1–137, 1864.
- Hinshaw, G. et al. Nine-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Cosmological Parameter Results. *ArXiv e-prints*, Dezembro 2012.

- Hogg, D. E.; Roberts, M. S.; Schulman, E.; Knezek, P. M. The amorphous galaxy NGC 2777 - H I evidence for tidal interaction with a faint companion. , v. 115, p. 502, Fevereiro 1998.
- Hogg, D. W. Distance measures in cosmology. *ArXiv Astrophysics e-prints*, Maio 1999.
- Hogg, D. W. et al. The Dependence on Environment of the Color-Magnitude Relation of Galaxies. , v. 601, p. L29–L32, Janeiro 2004.
- Holmberg, E. *A Photometric Study of Nearby Galaxies*. [S.l.]: C. W. K. Glerup, 1950. 56 p.
- Holmberg, E. A photographic photometry of extragalactic nebulae. *Meddelanden fran Lunds Astronomiska Observatorium Serie II*, v. 136, p. 1, 1958.
- Holmberg, E. A study of physical groups of galaxies. *Arkiv for Astronomi*, v. 5, p. 305–343, 1969.
- Hubble, E. A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae. *Proceedings of the National Academy of Science*, v. 15, p. 168–173, Março 1929.
- Hubble, E. The luminosity function of nebulae i. the luminosity function of resolved nebulae as indicated by their brightest stars. *The Astrophysical Journal*, v. 84, p. 158–179, 1936.
- Hubble, E. The luminosity function of nebulae ii. the luminosity function as indicated by residuals in velocity-magnitude relations. *The Astrophysical Journal*, v. 84, p. 270–295, 1936.
- Hubble, E.; Humason, M. L. The Velocity-Distance Relation among Extra-Galactic Nebulae. , v. 74, p. 43, Julho 1931.
- Hubble, E. P. A general study of diffuse galactic nebulae. , v. 56, p. 162–199, Outubro 1922.
- Hubble, E. P. Cepheids in Spiral Nebulae. *Popular Astronomy*, v. 33, p. 252, 1925.
- Hubble, E. P. Extragalactic nebulae. , v. 64, p. 321–369, Dezembro 1926.
- Hubble, E. P. *The Realm of the Nebulae*. New Haven: Yale University Press, 1936.
- Huertas-Company, M.; Aguerri, J. A. L.; Bernardi, M.; Mei, S.; Sánchez Almeida, J. Revisiting the Hubble sequence in the SDSS DR7 spectroscopic sample: a publicly available Bayesian automated classification. , v. 525, p. A157, Janeiro 2011.
- Hughes, D. W. Holetschek's effect revisited. , v. 204, p. 23–32, Julho 1983.
- Hunter, D. Star Formation in Irregular Galaxies: A Review of Several Key Questions. , v. 109, p. 937–950, Setembro 1997.

- Ilbert, O. et al. The VIMOS-VLT Deep Survey. Galaxy luminosity function per morphological type up to  $z = 1.2$ . *Astronomy Astrophysics*, v. 453, p. 809–815, Julho 2006.
- Jackson, J. C. The analysis of quasars samples. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 166, p. 281–295, Agosto 1974.
- Jeans, J. H. *Astronomy and cosmogony*. [S.l.: s.n.], 1928.
- Jena, T. et al. A concordance model of the Lyman  $\alpha$  forest at  $z= 1.95$ . , v. 361, p. 70–96, Julho 2005.
- Jones, D. H.; Peterson, B. A.; Colless, M.; Saunders, W. Near-infrared and optical luminosity functions from the 6dF Galaxy Survey. , v. 369, p. 25–42, Junho 2006.
- Jones, M. H.; Lambourne, R. J. A. *An Introduction to Galaxies and Cosmology*. [S.l.]: Cambridge University Press, 2004. 362 p.
- Kannappan, S. J. Linking Gas Fractions to Bimodalities in Galaxy Properties. , v. 611, p. L89–L92, Agosto 2004.
- Kant, I.; Hastie, W. *Kant's cosmogony as in his essay on the retardation of the rotation of the earth and his Natural history and theory of the heavens*. [S.l.: s.n.], 1900.
- Kauffmann, G. et al. The environmental dependence of the relations between stellar mass, structure, star formation and nuclear activity in galaxies. , v. 353, p. 713–731, Setembro 2004.
- Kennicutt JR., R. C. The shapes of spiral arms along the Hubble sequence. , v. 86, p. 1847–1858, Dezembro 1981.
- Kennicutt JR., R. C. Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. , v. 36, p. 189–232, 1998.
- Kiang, T. The galaxian luminosity function. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 122, p. 263–278, 1961.
- Kirshner, R. P.; Oemler, A. J.; Schechter, P. L. A study of field galaxies. ii. the luminosity function and space distribution of galaxies. *The Astronomical Journal*, v. 84, p. 951, Julho 1979.
- Kochanek, C. S. et al. The K-Band Galaxy Luminosity Function. , v. 560, p. 566–579, Outubro 2001.
- Lin, H. et al. The luminosity function of galaxies in the las campanas redshift survey. *The Astrophysical Journal*, v. 464, p. 60–78, Junho 1996.
- Lin, H. et al. The cnoc2 field galaxy luminosity function. i. a description of luminosity function evolution. *The Astrophysical Journal*, v. 518, p. 533–561, Junho 1999.

- Lintott, C. J. et al. Galaxy Zoo: morphologies derived from visual inspection of galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. , v. 389, p. 1179–1189, Setembro 2008.
- Lopez-Cruz, O.; Yee, H. K. C.; Brown, J. P.; Jones, C.; Forman, W. Are Luminous cD Halos Formed by the Disruption of Dwarf Galaxies? , v. 475, p. L97, Fevereiro 1997.
- Loveday, J. The Local Space Density of Dwarf Galaxies. *The Astrophysical Journal*, v. 489, p. 29, Novembro 1997.
- Loveday, J. Evolution of the galaxy luminosity function at  $z \approx 0.3$ . *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 347, p. 601–606, Janeiro 2004.
- Loveday, J. et al. Galaxy and mass assembly (gamma): ugriz galaxy luminosity functions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 420, p. 1239–1262, Fevereiro 2012.
- Loveday, J.; Peterson, B. A.; Efstathiou, G.; Maddox, S. J. The stromlo-apm redshift survey. i - the luminosity function and space density of galaxies. *The Astrophysical Journal*, v. 390, p. 338–344, Maio 1992.
- Lundmark, K. *Nova Acta R. Soc. Sci. Upsala*, v. 30, 1927.
- Lynden-Bell, D. A method of allowing for known observational selection in small samples applied to 3cr quasars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 155, p. 95–118, Fevereiro 1971.
- Madgwick, D. S. et al. The 2dF Galaxy Redshift Survey: galaxy luminosity functions per spectral type. , v. 333, p. 133–144, Junho 2002.
- Maller, A. H.; McIntosh, D. H.; Katz, N.; Weinberg, M. D. The Galaxy Angular Correlation Functions and Power Spectrum from the Two Micron All Sky Survey. , v. 619, p. 147–160, Janeiro 2005.
- Maraston, C. Evolutionary synthesis of stellar populations: a modular tool. , v. 300, p. 872–892, nov. 1998.
- Maraston, C. Evolutionary population synthesis: models, analysis of the ingredients and application to high- $z$  galaxies. , v. 362, p. 799–825, Setembro 2005.
- Marshall, H. L.; Avni, Y.; Tananbaum, H.; Zamorani, G. Analysis of complete quasar samples to obtain parameters of luminosity and evolution functions. *The Astrophysical Journal*, v. 269, p. 35–41, Junho 1983.
- Marzke, R. O.; da Costa, L. N.; Pellegrini, P. S.; Willmer, C. N. A.; Geller, M. J. The Galaxy Luminosity Function at  $Z = 0.05$ : Dependence on Morphology. , v. 503, p. 617, Agosto 1998.
- Marzke, R. O.; Huchra, J. P.; Geller, M. J. The luminosity function of the CfA Redshift Survey. , v. 428, p. 43–50, Junho 1994.

- Melnyk, O. V.; Dobrycheva, D. V.; Vavilova, I. B. Morphology and color indices of galaxies in Pairs: Criteria for the classification of galaxies. *Astrophysics*, v. 55, p. 293–305, Setembro 2012.
- Messier, C. *Catalogue des Nébuleuses des amas d'Étoiles (Catalog of Nebulae and Star Clusters)*. [S.l.], 1781. 227-267 p.
- Morgan, W. W. A Preliminary Classification of the Forms of Galaxies According to Their Stellar Population. , v. 70, p. 364, Agosto 1958.
- Morgan, W. W. Preliminary Classification of the Forms of Galaxies According to Their Stellar Population. II. , v. 71, p. 394, Outubro 1959.
- Morison, I. *Introduction to Astronomy and Cosmology*. [S.l.]: A John Wiley and Sons, Ltd., Publication, 2008. 362 p.
- Muriel, H.; Valotto, C. A.; Lambas, D. G. Galaxy Luminosity Function in Groups. , v. 506, p. 540–544, Outubro 1998.
- Nakamura, O. et al. The Luminosity Function of Morphologically Classified Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. , v. 125, p. 1682–1688, Abril 2003.
- Nilson, P. *Uppsala general catalogue of galaxies*. [S.l.: s.n.], 1973.
- Noguchi, M. Amorphous galaxies as the end product of tidal interaction. , v. 201, p. 37–43, Julho 1988.
- Odehahn, S. C. Properties of the Magellanic-type spirals. I - Surface photometry of NGC 4618 and NGC 4625. , v. 101, p. 829–844, Março 1991.
- Padmanabhan, T. *Structure Formation in the Universe*. [S.l.: s.n.], 1993.
- Pannekoek, A. Luminosity function and brightness for clusters and galactic clouds. , v. 2, p. 5, Julho 1923.
- Parsons, W.; Parsons, C. *The Scientific Papers of William Parsons, Third Earl of Rosse 1800-1867*. [S.l.: s.n.], 2011.
- Patel, H. et al. Evolution of the far-infrared luminosity functions in th *Sptizer* wide-area infrared extragalactic legacy survey. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 428, p. 291–306, Janeiro 2013.
- Peebles, P. J. E. *Principles of Physical Cosmology*. Princeton University Press, 41 William Street: Princeton series in Physics, 1993.
- Pointecouteau, E. et al. The Hot and Energetic Universe: The evolution of galaxy groups and clusters. *ArXiv e-prints*, Junho 2013.

Popesso, P.; Biviano, A.; Böhringer, H.; Romaniello, M. RASS-SDSS Galaxy cluster survey. IV. A ubiquitous dwarf galaxy population in clusters. , v. 445, p. 29–42, Janeiro 2006.

Popesso, P.; Böhringer, H.; Romaniello, M.; Voges, W. RASS-SDSS galaxy cluster survey. II. A unified picture of the cluster luminosity function. , v. 433, p. 415–429, Abril 2005.

Popesso, P.; Böhringer, H.; Romaniello, M.; Voges, W. RASS-SDSS galaxy cluster survey. II. A unified picture of the cluster luminosity function. , v. 433, p. 415–429, Abril 2005.

Press, W. H.; Schechter, P. Formation of galaxies and clusters of galaxies by self-similar gravitational condensation. *The American Astronomical Society*, v. 187, p. 425–438, Fevereiro 1974.

Rauzy, S.; Adami, C.; Mazure, A. Cluster luminosity function and n ranked magnitude as a distance indicator. , v. 337, p. 31–38, Setembro 1998.

Renzini, A. Stellar Population Diagnostics of Elliptical Galaxy Formation. , v. 44, p. 141–192, setembro 2006.

Sandage, A. *The Hubble atlas of galaxies*. [S.l.: s.n.], 1961.

Sandage, A.; Bedke, J. *The Carnegie Atlas of Galaxies. Volumes I, II*. [S.l.: s.n.], 1994.

Sandage, A.; Brucato, R. The Las Campanas survey of bright southern galaxies. II - New classifications for 153 systems. , v. 84, p. 472–475, Abril 1979.

Sandage, A.; Sandage, M.; Kristian, J. *Galaxies and the Universe*. [S.l.: s.n.], 1975.

Sandage, A.; Tammann, G. A. *A revised Shapley-Ames Catalog of bright galaxies*. [S.l.: s.n.], 1981.

Sandage, A.; Tammann, G. A. *A revised Shapley-Ames Catalog of bright galaxies*. [S.l.: s.n.], 1987.

Sandage, A.; Tammann, G. A.; Yahil, A. The velocity field of bright nearby galaxies. i. the variation of mean absolute magnitude with redshift for galaxies in a magnitude-limited sample. *The Astrophysical Journal*, v. 232, p. 352–364, Setembro 1979.

Schechter, P. An analytic expression for the luminosity function for galaxies. *The Astrophysical Journal*, v. 203, p. 297–306, Janeiro 1976.

Schmidt, M. Space distribution and luminosity functions of quasi-stellar radio sources. *The Astrophysical Journal*, v. 151, p. 393, Fevereiro 1968.

Schneider, P. *Extragalactic Astronomy and Cosmology - An Introduction*. Argelander-Institut für Astronomie, Universität Bonn, Bonn, Germany: Springer Berlin Heidelberg New York, 2006.

- Seljak, U. et al. Cosmological parameter analysis including SDSS Ly $\alpha$  forest and galaxy bias: Constraints on the primordial spectrum of fluctuations, neutrino mass, and dark energy. , v. 71, n. 10, p. 103515, Maio 2005.
- Shapley, H. Two Stellar Systems of a New Kind. , v. 142, p. 715–716, Outubro 1938.
- Shapley, H. Galactic and Extragalactic Studies, II. Notes on the Peculiar Stellar Systems in Sculptor and Fornax. *Proceedings of the National Academy of Science*, v. 25, p. 565–569, Novembro 1939.
- Slater, C. T.; Bell, E. F. Confronting Models of Dwarf Galaxy Quenching with Observations of the Local Group. *ArXiv e-prints*, Junho 2013.
- Smith, R. E. How covariant is the galaxy luminosity function. *Mons. Not. R. Astron.*, v. 426, p. 531–548, Maio 2012.
- Spitzer JR., L.; Baade, W. Stellar Populations and Collisions of Galaxies. , v. 113, p. 413, Março 1951.
- Strateva, I. et al. Color Separation of Galaxy Types in the Sloan Digital Sky Survey Imaging Data. , v. 122, p. 1861–1874, Outubro 2001.
- SubbaRao, M. U.; Connolly, A. J.; Szalay, A. S.; Koo, D. C. Luminosity function from photometric redshifts. i. techniques. *The Astronomical Journal*, v. 112, p. 929, Setembro 1996.
- Takeuchi, T. T.; Yoshikawa, K.; Ishii, T. T. Tests of statistical methods for estimating galaxy luminosity function and applications to the hubble deep field. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 129, p. 1–31, Julho 2000.
- Tegmark, M. et al. The Three-Dimensional Power Spectrum of Galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. , v. 606, p. 702–740, Maio 2004.
- Tempel, E. et al. Galaxy morphology, luminosity, and environment in the SDSS DR7. *Astronomy Astrophysics*, v. 529, p. A53, Maio 2011.
- Trentham, N. The galaxy luminosity function in clusters and the field. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 294, p. 193, Fevereiro 1998.
- Tsallis, C. *Introduction to Nonextensive Statistical Mechanics*. [S.l.]: Springer, 2009. 389 p.
- Turner, E. L. Statistics of the hubble diagram. ii. the form of the luminosity function and density variations with application to quasars. *The Astrophysical Journal*, v. 231, p. 645–652, Agosto 1979.
- Valotto, C. A.; Nicotra, M. A.; Muriel, H.; Lambas, D. G. The Luminosity Function of Galaxies in Clusters. , v. 479, p. 90, Abril 1997.

- van den Bergh, S. A Preliminary Liminosity Classification for Galaxies of Type Sb. , v. 131, p. 558, Maio 1960.
- van den Bergh, S. A Preliminary Luminosity Clssification of Late-Type Galaxies. , v. 131, p. 215, Janeiro 1960.
- van den Bergh, S. A reclassification of the northern Shapley-Ames galaxies. *Publications of the David Dunlap Observatory*, v. 2, p. 159–199, 1960.
- van den Bergh, S. The posteruptive galaxy NGC 5253. , v. 92, p. 122–124, Abril 1980.
- van den Bergh, S. *Galaxy Morphology and Classification*. [S.l.]: Cambridge University Press, 1998. 362 p.
- Vanzi, L.; Sauvage, M. Dust and super star clusters in NGC 5253. , v. 415, p. 509–520, Fevereiro 2004.
- Viel, M.; Haehnelt, M. G.; Springel, V. Inferring the dark matter power spectrum from the Lyman  $\alpha$  forest in high-resolution QSO absorption spectra. , v. 354, p. 684–694, nov. 2004.
- Voevodkin, A.; Vikhlinin, A. Constraining Amplitude and Slope of the Mass Fluctuation Spectrum Using a Cluster Baryon Mass Function. , v. 601, p. 610–620, Fevereiro 2004.
- Wetzel, A. R.; Tinker, J. L.; Conroy, C. Galaxy evolution in groups and clusters: star formation rates, red sequence fractions and the persistent bimodality. , v. 424, p. 232–243, Julho 2012.
- Wetzel, A. R.; Tinker, J. L.; Conroy, C.; van den Bosch, F. C. Galaxy evolution in groups and clusters: satellite star formation histories and quenching time-scales in a hierarchical Universe. , v. 432, p. 336–358, Junho 2013.
- Willmer, C. N. A. Estimating galaxy luminosity function. *Astroph*, Julho 1997.
- Wirtz, C. Totalhelligkeit und Leuchtkraftkurve der nichtgalaktischen Nebel ein Versuch. *Astronomische Nachrichten*, v. 228, p. 41, Junho 1926.
- Yagi, M. et al. Luminosity Functions of 10 Nearby Clusters of Galaxies. II. Analysis of the Luminosity Function. , v. 123, p. 87–99, Janeiro 2002.
- Yang, X.; Mo, H. J.; van den Bosch, F. C. Galaxy Groups in the SDSS DR4. III. The Luminosity and Stellar Mass Functions. , v. 695, p. 900–916, Abril 2009.
- York, D. G. et al. The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary. , v. 120, p. 1579–1587, Setembro 2000.
- Zandivarez, A.; Martínez, H. J. Luminosity function of galaxies in groups in the Sloan Digital Sky Survey Data Release 7: the dependence on mass, environment and galaxy type. , v. 415, p. 2553–2565, Agosto 2011.

Zaninetti, L. The Luminosity Function of Galaxies as modelled by the Generalized Gamma Distribution. *ArXiv e-prints*, Abril 2010.

Zucca, E. et al. The ESO Slice Project (ESP) galaxy redshift survey. II. The luminosity function and mean galaxy density. , v. 326, p. 477–488, Outubro 1997.

Zwicky, F. *Helv. Phys. Acta*, v. 6, p. 10, 1927.

Zwicky, F. *Morphological Astronomy*. Berlin: Springer-Verlag, 1957. 220 p.