Observatório do Valongo
Universidade Federal do Rio de Janeiro

Análise da Evolução da Função de Correlação de Galáxias no Universo Distante Utilizando *Redshifts* Fotométricos

Leandro Lage dos Santos Guedes

Orientador: Paulo Sergio de Souza Pellegrini (ON/MCT)

Rio de Janeiro

maio de 2008

Agradecimentos

Para meus pais: por tudo. Sempre.

Para Paulo Pellegrini: pela orientação completa que tive o privilégio de obter durante esse mestrado, pelo conhecimento científico e metodológio que me transmitiu, e pelas incontáveis horas de sábados, domingos e feriados (inclusive às noites) que gastou comigo ao telefone em discussões sobre o trabalho. Agradeço principalmente pelo exemplo de dedicação e esmero com o trabalho, exemplo esse que me acompanhará para sempre.

Para Luiz Nicolaci da Costa: que como idealizador e coordenador do projeto DES-Brazil abriu as perspectivas de pesquisa entre as quais as que são exploradas nesta tese e pelas discussões ao longo de seu desenvolvimento.

Para Marcio Maia: pelas sugestões ao longo do projeto e pela crítica cuidadosa ao texto.

Em especial aos três professores acima citados, agradeço profundamente pela aceitação da minha participação no grupo de trabalho mesmo tendo que compartilhar tempo com meu emprego no Planetário. A vocês três, meu sincero *muito obrigado*.

Para Christophe Benoist que colaborou nas etapas iniciais deste trabalho e facilitou enormemente a utilização dos dados da amostra aqui analisada.

Para Beatriz Ramos e Ricardo Ogando: por toda a orientação que sempre me deram em diversas fases desse projeto e também antes dele, inclusive durante a graduação.

Para Fernando Simoni: pelas discussões sobre fortran e sobre função de correlação.

Para o time técnico do projeto DES-Brazil que vem implementando o portal de ciência e suas facilidades, ao qual os códigos desenvolvidos neste trabalho serão incorporados.

Para os Astrônomos do Planetário da Gávea, em ordem alfabética: Alexandre Cherman, Bruno Rainho Mendonça, Domingos Bulgarelli, Fernando Vieira, Flávia

Pedroza, Guilherme Haun, Jorge Marcelino, Naelton Mendes de Araújo, Órmis Rossi, Paulo Cesar Pereira, Rubens Heizer Villela e Wailã de Souza Cruz, por todas as conversas úteis para esse trabalho e pela solicitude que sempre demonstraram nos momentos em que não estive no Planetário para me dedicar a este trabalho.

Agradeço também à presidente da Fundação Planetário, Carmen Ibarra, e mais uma vez ao diretor de Astronomia da Fundação, Órmis Rossi, por permitirem que eu pudesse conciliar essa etapa da minha pós-graduação com os horários de trabalho no Planetário. (Ainda falta o doutorado, ok?)

Resumo

Estudamos neste trabalho o uso de *redshifts* fotométricos para a determinação de funções de correlação de galáxias do Universo distante, entre $0.3 < z < 1.6$. A amostra analisada é proveniente de um dos campos do CFHT *Legacy Survey* (CFHTLS) contendo cerca de 70000 galáxias mais brilhantes que $i'_{AB} = 25.0$. Através de comparações com dados espectroscópicos de uma amostra que cobre um subconjunto deste dados, mostramos que é possível determinar funções de correlações projetadas até escalas $\approx 10h^{-1}$Mpc ($h = H_0/100\mathrm{km\,s^{-1}Mpc^{-1}}$, sendo H_0 a constante de Hubble) com as distâncias estimadas com *redshifts* fotométricos. Reproduzimos, desta forma, os resultados obtidos espectroscopicamente para o CFHTLS relativo à evolução da escala de correlação r_0 com o *redshift* , encontrando uma variação essencialmente linear de $r_0 \approx 3.6h^{-1}$Mpc em $z = 1.6$ a $r_0 \approx 2.5h^{-1}$Mpc em $z = 0.4$, para uma amostra selecionada em magnitude aparente. Através de uma análise comparativa, utilizando uma amostra que contém apenas galáxias luminosas, mostramos que o decréscimo da escala de correlação que ocorre entre $z = 1.6$ e $z = 0.8$ pode ser interpretado como decorrente do viés galáxia - matéria escura, afetando as galáxias independentemente de sua luminosidade. Para $z < 0.8$, uma amostra limitada em magnitude aparente apresenta sua escala de correlação decrescendo para menores *redshifts* em função da maior contribuição dos objetos menos luminosos e menos aglutinados em menores distâncias. Por outro lado, as galáxias mais luminosas em $z < 0.8$ intensificam sua aglutinação. Um exame mais detalhado dessa amostra revela que essas galáxias têm as características esperadas para objetos em aglomerados, compatível com sua crescente escala de aglomeração. Os resultados obtidos indicam a viabilidade de utilização de *redshifts* fotométricos em estudos das propriedades de aglomeração, até pelo menos escalas $\approx 10h^{-1}$ Mpc, nas grandes bases de dados fotométricos que estarão disponíveis nos próximos anos.

Abstract

In this work we evaluate the use of photometric redshifts for the determination of galaxy correlation functions in the distant ($0.3 < z < 1.6$) Universe. The sample analyzed is one of the Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey (CFHTLS) fields, including about 70,000 galaxies brighter than $i'_{AB} = 25.0$. By comparing the results with those obtained with spectroscopic data, covering a sub-sample, we were able to determine projected correlation functions up to scales of $10h^{-1}$Mpc ($h = H_0/100$ kms^{-1}Mpc^{-1}, where H_0 is the Hubble constant) using distance estimation from photometric redshifts. We succeed in reproducing the spectroscopically determined evolution for the correlation length r_0 for the CFHTLS data and find an essentially linear variation from $r_0 = 3.6h^{-1}$Mpc at $z = 1.6$ to $r_0 = 2.5h^{-1}$Mpc at $z = 1.6$ for an apparent magnitude limited sample. From a comparison analysis using a bright galaxy sample we show that the correlation length decrease from $z = 1.6$ to $z = 0.8$ can be interpreted as a consequence of a galaxy = dark matter bias, independent of magnitude. For $z < 0.8$ a magnitude-limited sample presents a decreasing correlation length to smaller redshifts due to the increasing larger fraction of less luminous, less clustered galaxies at lower z. On the other hand, brighter galaxies at $z < 0.8$ enhance their clustering. The analysis of this sample shows that these galaxies have the expected characteristics of galaxy cluster's objects, compatible with their increasing correlation length. All these results show the feasibility of using photometric redshifts in studying clustering properties at least to $\approx 10h^{-1}$Mpc in the large photometric data bases expected to be available in the next years.

Conteúdo

1 Introdução **5**

2 A Função de Correlação **11**

3 Amostra de Análise **26**

4 Resultados **41**

5 Discussão e Conclusões **64**

Bibliografia **74**

Apêndice A **77**

Capítulo 1

Introdução

A área de cosmologia observacional teve nos últimos anos um dramático avanço a partir das observações em altos *redshifts* que causaram uma mudança significativa no entendimento das propriedades da expansão do Universo. De fato, graças às observações de supernovas distantes (Perlmutter et al. 1999) ficou mostrado que a idéia de um Universo em expansão desacelerada precisava ser substituída por outra onde a expansão na fase atual é acelerada. Observações subseqüentes só têm confirmado este fato.

Diante desta constatação, é necessário rever os conceitos básicos envolvidos na interpretação das forças atuantes no processo de evolução do Universo e admitir que cerca de 70% de sua energia está na forma de uma componente de pressão negativa, a qual por atual desconhecimento de sua natureza, é denominada "energia escura".

Esse aspecto constitui atualmente um dos maiores desafios da área de cosmologia e é o foco de inúmeras pesquisas tanto sob o ponto de vista teórico como observacional. Em particular, no segundo caso, projetos de colaboração internacional, que envolvem muitos pesquisadores, com o objetivo de levantar amostras de grandes volumes de dados, vêm sendo desenvolvidos para estudar esta questão. O Dark Energy Survey (DES, http://www.darkenergysurvey.org/) é um destes projetos, que visa mapear, a partir de 2010, uma área de céu de 5000 graus quadrados, próxima ao pólo sul galáctico, em pelo menos quatro bandas fotométricas, do óptico ao infravermelho próximo (g, r, i e z), até magnitudes próximas de 24. Os resultados desse

levantamento permitirão, entre outros, estudos de cerca de 300000000 de galáxias, 20000 aglomerados de galáxias massivos, 2000 supernovas, além de uma infinidade de objetos do Sistema Solar e estrelas da nossa Galáxia, configurando uma amostra sem precedentes para estudos em Astronomia em geral.

Este projeto de colaboração internacional é liderado pelo Fermilab, envolvendo outras 15 instituições americanas e européias e conta com a participação do Brasil (DES-Brazil, www.on.br/des-brazil.org) coordenada pelo Observatório Nacional (ON) envolvendo também pesquisadores de outras instituições brasileiras, como o Centro Brasileiro de Pesquisas Físicas e o Instituto de Física da Universidade Federal do Rio Grande do Sul. A participação brasileira se dará tanto na ciência que será produzida pelo DES como na construção de suas ferramentas de tratamento dos dados.

No que concerne à ciência do projeto (ex. Annis et al. 2005a,b), esta é principalmente voltada para tentar desvendar a natureza da energia escura, mediante a melhor caracterização do fator w de sua equação de estado $P = w\rho$, onde P representa a pressão, e ρ a densidade de energia. Partindo da equação de Friedman,

$$\frac{1}{a}\frac{d^2a}{dt^2} = -\frac{4\pi G}{3}\rho(1+3w) \tag{1.1}$$

onde $a(t)$ é o fator de escala que representa a expansão do Universo, G é a constante gravitacional, e ρ, a densidade de energia, pode-se concluir que, no caso de uma expansão acelerada, $w < -1/3$. As três possibilidades mais consideradas atualmente caracterizam a energia escura como: um "fluido" cosmológico associado à constante cosmológica, Λ (resultante da energia do vácuo), para a qual $w = -1$ (ex. Peebles e Ratra 2003); um campo escalar variável no tempo - quintessência - com w variando no domínio $-1 < w < -1/3$ (Caldwell e Linder 2005); ou a uma energia fantasma para a qual $w < -1$ (Carroll et al. 2003). Uma revisão ampla desse tema pode ser encontrada em Copeland et al. (2006) e Linder (2008). Resultados observacionais têm mostrado que $w = -1.0$, com erro da ordem de 10% (ex. Garnavich et al. 1998, Perlmutter et al. 1999 , Riess et al. 2007, Wood-Vasey et al. 2007).

O projeto DES pretende medir w com um erro inferior a 5%, e este objetivo deverá ser atingido através da determinação de quatro observáveis independentes

e da comparação com as previsões das possíveis variantes da equações de estado. Estes observáveis são a distribuição (intensidade da aglomeração) de galáxias em diferentes escalas, o número de aglomerados de galáxias em função do *redshift*, as distâncias de supernovas tipo Ia e as distorções nas imagens de galáxias causadas por efeitos de lente gravitacional fraca.

O trabalho aqui apresentado está focado em um destes aspectos, qual seja, a medida da aglomeração de galáxias, mediante o uso da função de correlação de 2-pontos (as distâncias serão sempre expressas em termos em unidades h^{-1} Mpc onde $h = H_0/100\mathrm{km\,s^{-1}Mpc^{-1}}$, sendo H_0 a constante de Hubble no tempo atual). Medidas bastante acuradas desta função no Universo local têm mostrado que ela é bem descrita por uma lei de potência $\xi(r) = (r/r_0)^{-\gamma}$ em escalas até $10h^{-1}$Mpc (ex. Davis e Peebles 1983, Willmer et al. 1998, Hawkins et al. 2003). A escala de correlação r_0 é maior para galáxias tipo "early ", mais luminosas e localizadas em ambientes mais densos em comparação com tipos "late", menos luminosas e em ambientes de baixa densidade (ex. Giovanelli et al. 1986, Benoist et al. 1996, Willmer et al. 1998, Norberg et al. 2001, Zehavi et al. 2005). Como a escala de correlação depende dos critérios de seleção da amostra relacionados a tipo morfológico, luminosidade e ambiente, valores de $r_0 = 3 - 7.5h^{-1}$ Mpc são encontrados em trabalhos como os mencionados acima.

Para maiores *redshifts* ($z = 0.5 - 2$), pode-se mencionar a análise de Coil et al. (2006) dos dados do DEEP2 Galaxy Redshift Survey (http://deep.berkeley.edu) no domínio $0.7 < z < 1.45$, incluindo galáxias mais brilhantes que $R_{AB} = -24.1$. Esses autores encontram uma escala de correlação linearmente crescente com a luminosidade e um viés galáxia - matéria escura mais acentuado que no Universo local, como medido por Zehavi et al. (2004) para o SDSS. Entretanto, são poucas as amostras espectroscópicas que contém uma grande quantidade de galáxias, tornando as determinações da escala de correlação mais incertas, impedindo uma avaliação confiável em termos de sua evolução, embora Le Frevre et al. (2005), que denominaremos Le Fevre e colaboradores, tenham mostrado qua há uma evolução no sentido de diminuir a escala de correlação de $z = 1.6$ a $z = 0.3$, numa amostra limitada em

magnitude aparente do VIMOS VLT Deep Survey (VVDS).

Além desses aspectos, estudos de aglomeração de galáxias têm sido importantes para o teste e discriminação de diferentes cenários de formação de galáxias com matéria escura fria (ex. White, Frenk e Davis, 1983, Davis et al. 1985, Efstathiou et al. 1990, Weinberg e Cole 1992, Park et al. 1994, Weinberg et al. 2004), pois a intensidade observada da aglomeração em diferentes escalas depende tanto da distribuição primordial de matéria escura como da eficiência da formação de galáxias dentro de halos de matéria escura (ex. Blanton et al. 2006).

Na verdade, a diversidade de trabalhos e métodos têm levado a um modelo preferido na Cosmologia, denominado "Concordance Cosmology" (ex. Tegmark et al. 2004), onde as estruturas se formam a partir de matéria escura fria num Universo com parâmetros de densidade, respectivamente, $\Omega_{me} = 0.27 \pm 0.04$ para a mátéria escura, $\Omega_{mb} = 0.044 \pm 0.0044$ para a matéria bariônica, e $\Omega_{\Lambda} = 0.73 \pm 0.04$ para a constante cosmológica (energia escura), onde $\Omega = \rho/\rho_c$, sendo ρ a densidade, e $\rho_c = 0.94 \pm 0.09 \times 10^{-26} kgm^{-3}$ a densidade crítica. A constante de Hubble nesse modelo preferido é $H_0 = 73.2 \pm 3.1 \mathrm{km\,s^{-1}Mpc^{-1}}$.

Entretanto, para esse modelo fornecer os resultados observados para a função de correlação, deve haver um viés dependente de escala espacial entre a distribuição de galáxias e aquela da matéria escura, como mostrado por Jing, Mo e Borner et al. (1998), Jenkins et al. (1998), Gross et al. (1998), Peacock e Smith (2000), Yang, Mo e van den Bosch (2003). Além disso, a energia escura atua retardando a taxa de formação e aglutinação de estruturas e, por isso, a medida da escala de aglutinação de galáxias em diferentes distâncias cosmológicas pode fornecer vínculos para a equação de estado da energia escura (ex. Percival 2005). Também, um dos pontos importantes para o estudo da natureza da energia escura é o fato de que, devido ao colapso de bárions nos objetos primordiais formados a partir da matéria escura, espera-se que a matéria bariônica passe por uma oscilação acústica e com isso, uma escala característica deve aparecer no perfil de aglutinação, por volta de 120 Mpc (ex. Eisenstein et al. 2005).

A função de correlação pode também ser uma ferramenta de análise impor-

tante para investigar diferentes aspectos da física de formação de estruturas que envolve: a formação das perturbações primordiais de matéria, a sobrevivência das perturbações de matéria escura na era da radiação, o colapso dissipativo (ou não) dos bárions nos poços de potencial formados por estes objetos, sua contínua fusão em objetos maiores, a formação estelar e a dependência do meio ambiente. Todos esses fatores representam um complexo conjunto de processos que contribuem para configurar a aglutinação de galáxias em determinado *redshift*, ou seja idade (ex, Coil et al. 2006, Zehavi et al. 2005). Separar esses efeitos e inferir seus papéis na evolução das estruturas é um desafio significativo, que pode ser enfrentado através do estudo detalhado da função de correlação, utilizando amostras adequadas, que envolvam grande quantidade de dados como as que começam a se tornar disponíveis na Astronomia moderna.

Entretanto, devido à gigantesca quantidade de dados a ser obtida, *redshifts* fotométricos (ex. Connolly 1995, Bolzonella et al. 2000, Ilbert et al. 2006, Lahav et al. 2007) serão utilizados como indicadores de distância. Desta forma, incertezas típicas neste parâmetro da ordem 0.08 em z, que representam cerca de 240 Mpc de incerteza na distância, podem restringir uma determinação confiável da função de correlação e a posição do pico da oscilação acústica dos bárions. Com isto, não é claro que as distâncias determinadas no projeto DES serão de precisão suficiente para permitir a investigação desses pontos com a confiança desejada, através da técnica de função de correlação. Alternativas para isto podem ser a utilização de funções de correlação angular ou do espectro de potência angular, como usualmente é feito nas análises da radiação cósmica de fundo (ex. Percival et al. 2004).

O objetivo deste trabalho é contribuir para a ciência e o portal de ferramentas do projeto Dark Energy Survey, focando o aspecto da distribuição de galáxias em grande escala, particularmente analisando o perfil de aglomeração desses objetos, representado pela escala característica de aglomeração e sua evolução com o *redshift*. Para este fim, também examinamos a confiabilidade e limitações dos *redshifts* fotométricos, que constituem os indicadores de distância do DES. Os dados aqui utilizados são provenientes de uma amostra de pequena dimensão angu-

lar (cerca de 0,8 graus quadrados) mas profunda, atingindo $z \approx 2$, proveniente de um dos campos do Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey (CFHTLS, www.cfht.hawaii.edi/Science/CFHTLS)).

No capítulo 2, apresentamos conceitos básicos relacionados à função de correlação; no capítulo 3, apresentamos a amostra estudada neste trabalho; no capítulo 4, mostramos os resultados obtidos; e no Capítulo 5, discutimos estes resultados.

Capítulo 2

A Função de Correlação

A função de correlação de 2 pontos representa uma medida estatística efetiva da aglomeração da distribuição de galáxias em diferentes escalas, (ex. Peebles 1980) sendo uma das técnicas mais utilizadas para o estudo da estrutura em grande escala do Universo em diversas amostras como o CfA Survey (Davis e Peebles 1983), o Southern Sky Redshift Survey (Willmer et al. 1998), o 2dF Galaxy Redshift Survey (Hawkins et al. 2003) e o Sloan Digital Sky Survey (Connolly et al. 2002, Li et al. 2006).

A função de correlação de 2 pontos, $\xi(r)$, é definida para uma amostra de densidade n de tal forma que $dp = \xi(r)ndV$ represente o excesso de probabilidade, com relação a uma amostra aleatória (de mesma densidade, ocupando mesmo volume), de se encontrar um objeto num elemento de volume dV, separado por uma distância r de um dado objeto, ou seja, a probabilidade da ocorrência deste evento é :

$$dP = n[1 + \xi(r)]dV \tag{2.1}$$

Na prática, a estimativa da função de correlação é usualmente feita através de razão entre contagens de pares separados por uma distância entre r e $r + dr$ na amostra de dados e contagens de pares, similar, numa amostra de pontos aleatoriamente distribuídos no mesmo volume da amostra de dados. Os estimadores de $\xi(r)$ encontrados na literatura são aqueles propostos por Davis e Peebles (1983), Hamilton

(1993) e Landy e Szalay (1993) definidos, respectivamente, por:

$$\xi_{DP} = \frac{DD}{RR}(\frac{n_R}{n_D}) - 1 \tag{2.2}$$

$$\xi_H = \frac{DD}{RR}(\frac{1}{DR})^2 - 1 \tag{2.3}$$

$$\xi_{LS} = \frac{DD}{RR}(\frac{n_R}{n_D})^2 - 2\frac{DR}{RR}(\frac{n_R}{n_D}) + 1 \tag{2.4}$$

onde DD representa a contagem de pares numa dada separação na amostra, DR representa a contagem cruzada de pares galáxia - pontos da amostra aleatória, e RR representa a contagem de pares na amostra aleatória. Nesta trabalho utilizaremos o estimador de Landy e Szaley ξ_{LS}, que denominaremos gerericamente de ξ .

Um dos principais problemas na estimativa da função de correlação é o fato de que movimentos peculiares de galáxias, que em aglomerados podem a atingir mais de 1000 km/s, distorcem a função ξ na direção paralela à linha de visada. Para contornar este tipo de dificuldade, usualmente recorre-se à medida da função de correlação nas suas projeções perpendicular (r_p) e paralela à linha de visada (π), construindo-se desta forma uma função de correlação:

$$\xi(r_p, \pi) = \frac{DD(r_p, \pi)}{RR(r_p, \pi)}(\frac{n_R}{n_D})^2 - 2\frac{DR(r_p, \pi)}{RR(r_p, \pi)}(\frac{n_R}{n_D}) + 1 \tag{2.5}$$

relativa às separações entre dois objetos projetadas no plano do céu e ao longo da linha de visada. Fórmulas análogas podem ser construídos para outros estimadores da função de correlação vistos acima.

Já que as distorções devidas aos movimento peculiares afetam somente a segunda componente, *pi*, se integrarmos a função ξ na direção da linha de visada, obteremos uma função de correlação projetada, livre de distorções do espaço de *redshifts*, definida por Davis e Peebles (1983) como:

$$w_p(r_p) = 2\int d\pi \xi(r_p, \pi) = 2\int dy \xi(r_p^2 + y^2)^{1/2} \tag{2.6}$$

Na prática, esta determinação é feita aproximando-se a integração por uma soma:

$$w(r_p) = 2 \sum \xi(r_p, \pi) \Delta\pi \tag{2.7}$$

sendo o intervalo de integração usualmente escolhido da ordem de $\Delta\pi = 1h^{-1}$ Mpc. Esta soma, usualmente, não é realizada até valores muito grandes de π, devido ao fato de que as contagens de pares, nesses casos, é reduzida, o que introduz ruído no cálculo. Desta forma, dependendo da densidade da amostra de galáxias observadas, os limites de integração se situam usualmente entre 20 e 40 h^{-1} Mpc.

Além disso, se a função de correlação pode ser aproximada por uma lei de potência, na forma

$$\xi(r) = (r/r_0)^{-\gamma}, \tag{2.8}$$

os parâmetros r_0 e γ podem ser deduzidos diretamente da função projetada $w(r_p)$, por uma solução analítica da equação 2.6, que fornece:

$$w(r_p) = r_p(\frac{r_0}{r_p})^{\gamma} \frac{\Gamma(1/2)\Gamma[(\gamma-1)/2]}{\Gamma(\gamma/2)} \tag{2.9}$$

onde Γ é a função Gama.

Apenas para completeza da exposição deste tema, deve-se mencionar que, no caso de amostras onde não existe qualquer informação sobre *redshifts*, ou quando estes não possuem a precisão requerida para a análise desejada, o estudo da aglomeração da distribuição de galáxias fica restrito à medida da separação angular. Neste caso, pode-se utuilizar a função de correlação angular, $\omega(\theta)$, definida de forma análoga à apresentada acima, considerando-se as separações angulares θ entre os objetos (ex. Connolly et al. 2002) . Na verdade, os primeiros estudos da aglomeração da distrubuição de galáxias foram realizados através da função de correlação angular (ex. Groth e Peebles 1977). Neste caso, também assumindo que a função de correlação espacial seja bem descrita por uma lei de potência, é possível derivar sua forma através da equação de Limber (ex. Peebles 1980), que relaciona $\omega(\theta)$ e $\xi(r)$ pela expressão:

$$\omega(\theta) = \int \frac{dN}{dz}[\int \xi(r(\theta, z, z'), z)\frac{dN}{dz'}]dz/(\int \frac{dN}{dz}dz)^2 \quad (2.10)$$

onde dN/dz é a distribuição da contagem de *redshifts* sem aglomeração, e $r(\theta, z, z')$ é a distância entre dois objetos, com *redshifts* z e z', separados no céu por um ângulo θ.

Neste trabalho, visamos determinar as funções de correlação projetadas $\xi(r_p, \pi)$ para diferentes intervalos de *redshift*, integrá-las para obter $w(r_p)$ e, a partir destas, derivar os parâmetros r_0 e γ das respectivas funções de correlação espaciais. Utilizaremos nesta análise dois tipos de amostras: um tipo que contém todas as galáxias mais brilhantes que uma magnitude aparente limite, outra que contém galáxias mais brilhantes que uma magnitude absoluta limite. Os perfis das distribuições de pontos aleatórios na direção radial para essas amostras aleatórias são gerados de modo proporcial à distribuição dN/dz de objetos em função do *redshift*. No caso de uma amostra limitada em magnitude aparente a distribuição na direção radial sofre o efeito de seleção conseqüente do fato de que em distâncias maiores perde-se gradativamente um número maior de galáxias menos luminosas intrinsecamente. No caso de uma amostra limitada em magnitude absoluta, a distribuição aleatória é uniforme em todo o volume.

Utilizamos neste trabalho um código desenvolvido para a análise da função de correlação do Southern Sky Redshift Survey (Willmer et al. 1998). Este código foi atualizado com:

1- adaptação para a geometria das amostras aqui analisadas;

2- reconstrução da metodologia de determinação das amostras aleatórias, de acordo com as diferentes naturezas das amostras mencionadas acima: proporcional a dN/dz (limitadas em magnitudes aparentes) ou espacialmente homogêneas (limitadas em magnitudes absolutas);

3- incorporação de um procedimento para considerar as máscaras fotométricas das amostras estudadas, que essencialmente eliminam regiões contendo estrelas mais brilhantes;

4- adaptação para o cálculo de distâncias co-móveis num Universo com $\Omega_\Lambda = 0.7$

(associada à energia escura) e $\Omega_m = 0.3$ (associada à matéria total: bariônica e escura).

Para testarmos a adequação do código, utilizamos a amostra de galáxias resultante do VIMOS VLT Deep Survey (VVDS, Le Fèvre e colaboradores) que contém no campo VVDS-02h 7155 um conjunto de galáxias selecionadas de um levantamento fotométrico completo entre magnitudes aparentes $17.5 < I_{AB} < 24.0$, para as quais foram determinados *redshifts* espectroscópicos obtidos com o *Visible Multi-Object Spectrograph* instalado no *Very Large Telescope do European Sourthern Observatory*, no Chile. Esses dados cobrem uma região do céu de 0.61 graus quadrados e seus *redshifts* das classes de confiança superiores a 81% atingem $z = 2$ com erros de 0.0009 em z, ($\approx$ 275 km/s). Esta amostra com cerca de 6600 galáxias e *redshift* médio de ≈ 0.76 foi tomada neste trabalho como a amostra de referência, para diversos aspectos aqui analisados.

Os dados foram gentilmente cedidos por Christophe Benoist numa forma adequada para o trabalho aqui realizado. A partir deles, primeiramente, restringimos a amostra a uma caixa com limites fixos em ascenção reta e declinação (bem próximos dos reais) e contida dentro da área total observada. Isto foi feito para minimizar as dificuldades para gerar uma amostra aleatória dentro do contorno mais complexo dos dados observados. Além disso, é possível que existam outros aspectos relacionados a efeitos de seleção menores, provenientes dos procedimentos de observação, que não foram por nós considerados por não terem suas descrições detalhadas no trabalho publicado por Le Fevre e colaboradores.

Em seguida, examinamos a distribuição de *redshifts* da amostra, assim selecionada, mostrada no painel esquerdo da figura 2.1, comparando-a com a figura 1 de Lefevre e colaboradores para a amostra VVDS-02h completa, mostrada no painel direito da figura 2.1. Em ambos os painéis, as contagens em unidades logarítmicas estão mostradas em bins de 0.075 em *redshift* . Não realizamos um teste estatístico para verificar a semelhança das duas distribuições por não dispormos das contagens relativas à amostra de Le Fevre e colaboradoes. Entretanto, a figura revela que a amostra, por nós considerada (ligeiramente cortada no seu contorno externo)

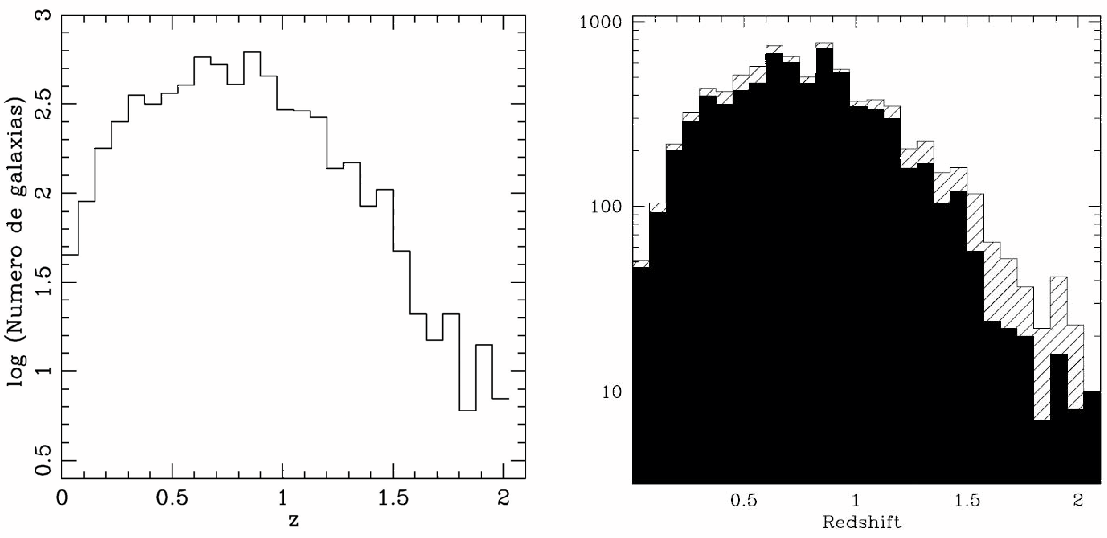

Figura 2.1: Painel esquerdo: histograma de número de galáxias em unidades logarítmicas, em função do *redshift* z para amostra VVDS-02h. Painel direito: mostra o mesmo resultado extraído de Le Fèvre e colaboradores no histograma em preto.

é essencialmente idêntica, reproduzindo as mesmas estruturas da distribuição de galáxias e suas contagens relativas.

Na figura 2.2, mostramos em linha pontilhada o mesmo histograma da figura 2.1 em unidades de número de galáxias. Primeiramente, pode-se verificar que, com um intervalamento de 0.075 em z, é possível identificar variações significativas das contagens causada pela presença das estruturas na distribuição de galáxias. Para minimizar esse efeito, pois deseja-se representar a variação global de *redshifts* e não as flutuações locais, construímos um histograma de *redshifts* com passo de 0.075 em z mas amostrando um intervalo de 0.15 em z, apresentado, nesta figura, em linha contínua. Esse prpcedimento consiste em fazermos as contagens nos intervalos [1.000-1.150], [1.075-1.225], [1.150-1.300], *etc.* Evidentemente, objetos em alguns intervalos de z serão contados mais de uma vez. A curva contínua em vermelho é um ajuste de um polinômio de grau 8 ao segundo histograma e foi utilizada para

gerar a distribuição aleatória em função de z, de modo a fazer a contagem de pares nos dados randômicos coerente com a distribuição observada. A amostra aleatória foi gerada com 40000 pontos. Os erros na determição dos valores de $w(r_p)$ foram obtidos a partir da supocição de que eles são de natureza estatística, sendo estimados a partir da expressão 2.5, com erros nas contagens de pares $1/\sqrt{N}$, onde N é a contagem DD, DR ou RR.

Procurando reproduzir os resultados de Le Fèvre e colaboradores, selecionamos uma amostra limitada em magnitude aparente $17.5 < I_{AB} < 24.0$, aqui denominada VVDS-02h(ap), subdividindo-a nos mesmos 6 intervalos de *redshifts* que estes autores: [0.2-0.5), [0.5-0.7), [0.7-0.9), [0.1-1.1), [1.1-1.3) e [1.3-2.1]. Para cada intervalo, calculamos a função de correlação projetada $w(r_p)$ integrando a função $\xi(r_p, \pi)$, obtida como mostrado na expressão (2.5), até $20h^{-1}$ Mpc. A escolha deste limite de integração (idêntico ao utilizado por Le Févre e colaboradores) é justificado nos painéis da figura 2.3, que apresenta, para os valores de $r_p = 0.15$ e $r_p = 4.74\ h^{-1}Mpc$, a variação de $\xi(r_p, \pi)$ com a distância na direção radial π. O valor $r_p = 0.15$ corresponde à menor distância projetada onde $\xi(r_p, \pi)$ é calculada, enquanto $r_p = 4.74$ corresponde à distância onde os erros começam a ser importantes e a função apresenta grandes incertezas em alguns intervalos de *redshifts* . Como pode ser visto, a função projetada converge a zero em valores superiores a $r_p = 20h^{-1}$ Mpc. Integração até valores superiores não é desejada pois contribui apenas com ruído para a medida de $\xi(r_p, \pi)$. Além disso, deve-se ressaltar que a contribuição de $\xi(r_p = 4.74, \pi)$ para $w(r_p)$ é bastante pequena como pode ser constatado na figura 2.3. Desta forma, pode-se também inferir que, com o volume coberto pela amostra VVDS-02h (dentro de um anglo sólido um pouco inferior a 0.8 graus quadrados) não se pode estender de modo confiável a análise da correlacão para escalas maiores que $10h^{-1}$Mpc.

As principais informações relacionadas ao cálculo da função de correlação nos diferentes intervalos de *redshift* para a amostra VVDS-02h(ap) estão mostradas na tabela A.1 no Apêndice A. Nela (assim como nas outra tabelas do Apêndice) estão listados os valores:

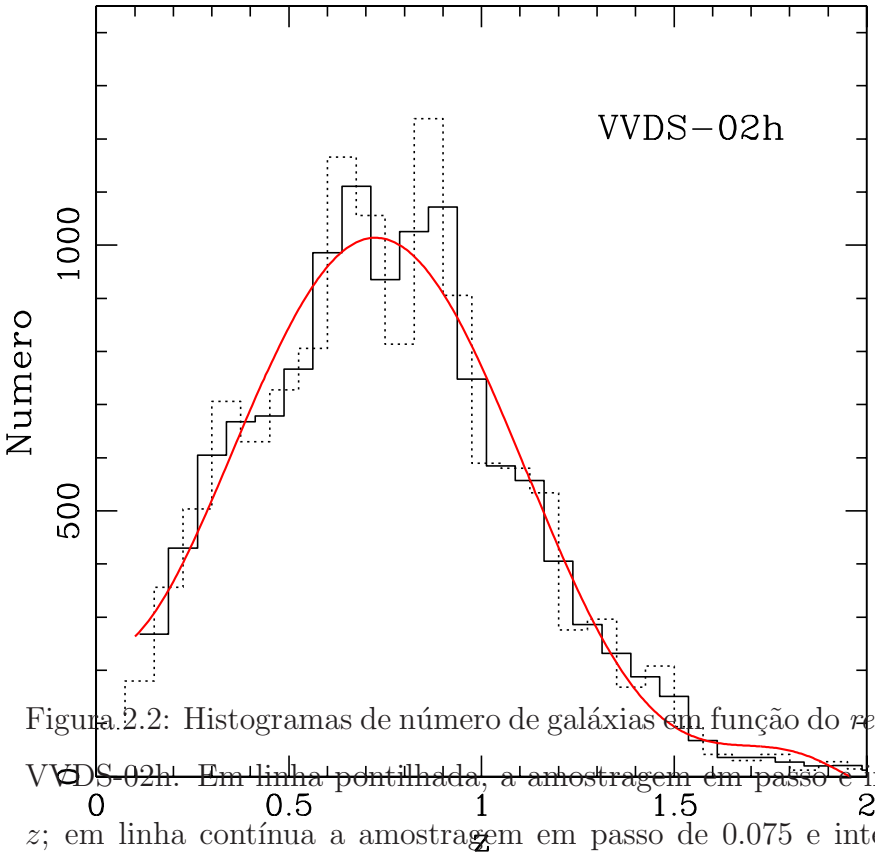

Figura 2.2: Histogramas de número de galáxias em função do *redshift* z para amostra VVDS-02h. Em linha pontilhada, a amostragem em passo e intervalo de 0.075 em z; em linha contínua a amostragem em passo de 0.075 e intervalo de 0.15 em z, diminuindo o efeito das estruturas sobre a distribuição. A linha vermelha contínua representa o ajuste de um polinômio de grau 8 ao histograma contínuo.

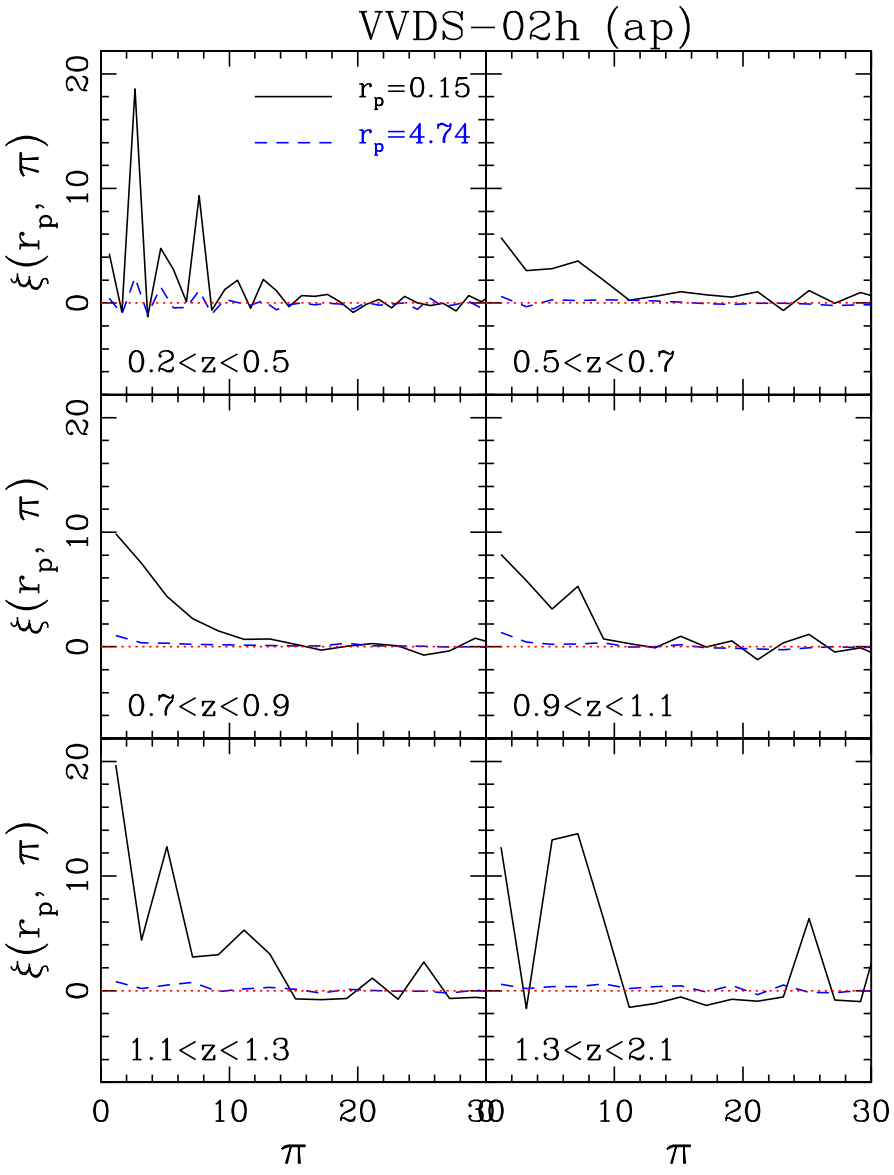

Figura 2.3: Função de correlação em duas variáveis $\xi(r_p, \pi)$, em $r_p = 0.15$ e $r_p = 4.74$, variando a componente na distância ao longo da linha de visada π para a amostra VVDS, com *redshifts* espectroscópicos

Δz = intervalo de *redshift* (coluna 1),

N_g = número de galáxias (coluna 2),

ρ_g = densidade de galáxias em número/$(Mpc)^3$(coluna 3),

$\langle Mi'_{AB} \rangle$ = magnitude absoluta média (coluna 4),

$Mi'_{AB}lim$ = magnitude absoluta mínima, quando for o caso (coluna 5),

$\langle z \rangle$ = *redshift* médio (coluna 6),

$\langle \epsilon_z \rangle$ = erro médio em z fotométrico, quando for o caso (coluna 7),

$\gamma'(+/-)$ = inclinação da função projetada $w(r_p)$ e erro (coluna 8),

$w(1\mathrm{h}^{-1}\mathrm{Mpc})$ = função projetada $w(r_p)$ em $1\mathrm{h}^{-1}\mathrm{Mpc}$ e erro (coluna 9) e

$r_0(\gamma = 1.8)$ = escala de correlação da função $\xi(r)$ calculada com $\gamma = 1.8$ e erro (coluna 10).

As funções de correlação $w(r_p)$ assim calculadas são mostradas na figura 2.4, com pontos pretos, enquanto a linha contínua preta é um ajuste linear na forma $\log[w(r_p)] = C - \gamma' \log(r_p)$. A linha pontilhada magenta mostra os ajustes obtidos por Le Fèvre e colaboradores. Para uma análise comparativa a ser feita mais adiante, também determinamos os ajustes lineares realizados com inclinação constante ($\gamma' = 0.8$) obtida como a média das inclinações nos distintos intervalos de *redshifts*. Nesta figura pode-se constatar o bom acordo entre nossos cálculos e os desses autores. As diferenças encontradas, como pode-se verificar no intervalo de *redshift* [0.2-0.5] podem ser justificadas pelas pequenas diferenças dos limites da área da amostra que selecionamos, com relação àquela analisada por Le Fèvre e colaboradores, assim como pela correção adicional de efeitos de seleção que esses autores eventualmente consideraram.

Visando checar a adequação do código para o cálculo da função de correlação, utilizamos também amostras limitadas em magnitude absoluta. Para cada galáxia, calculamos sua magnitude absoluta como:

$$M_{abs} = m - 25 - 5\log(d(1+z)) - K \tag{2.11}$$

onde m é sua magntude aparente, d é sua distância co-móvel, z seu *redshift* , e o efeito de avermelhamento relativo à sua distância foi aproximado pela correção

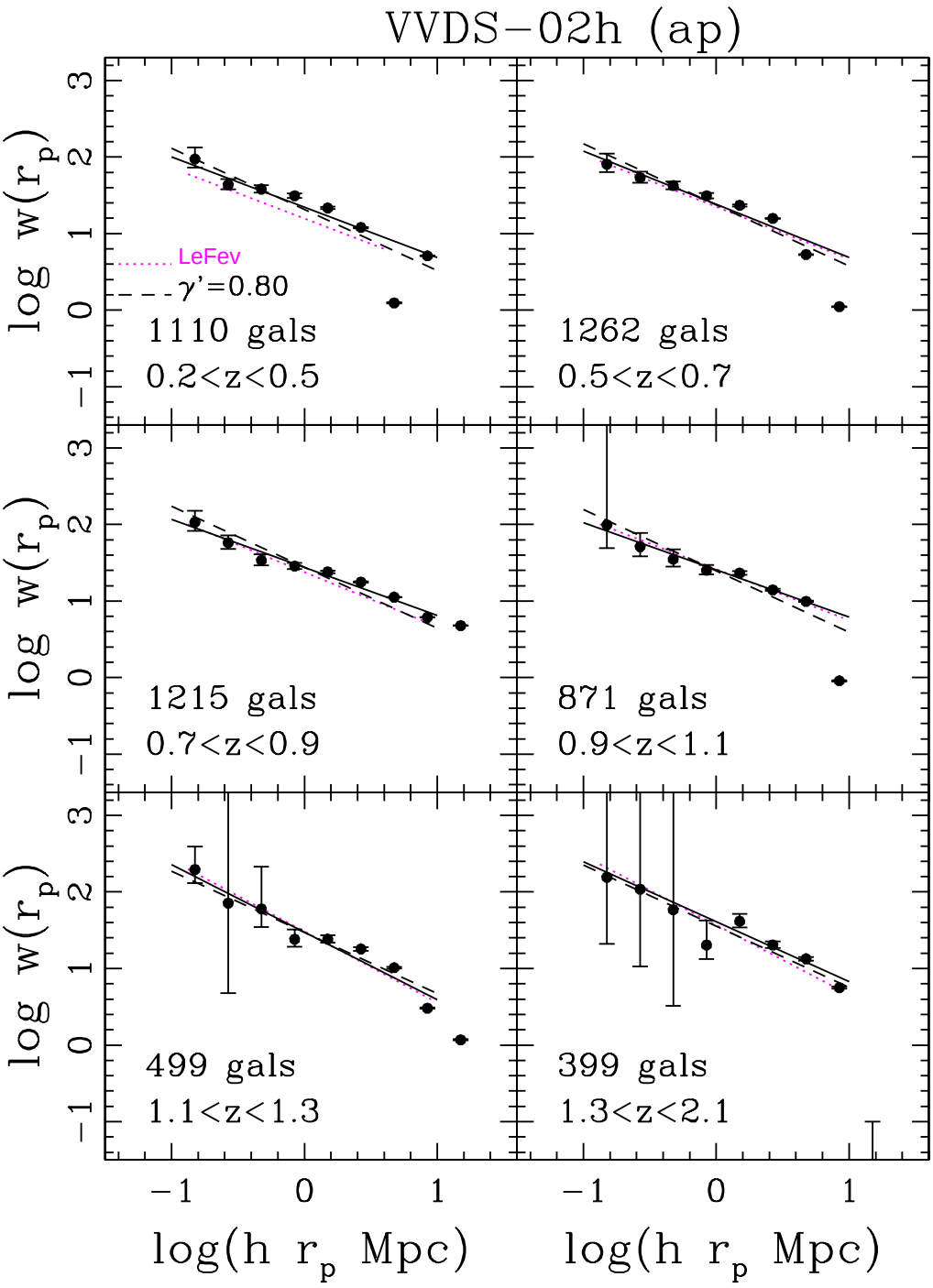

Figura 2.4: Função de correlação projetada $w(r_p)$, (pontos pretos), obtidas neste trabalho, conforme descrtito no texto, para os intervalos de *redshifts* incidados em cada painel. A linha contínua representa ajustes lineares aos pontos, enquanto a linha pontilhada magenta representa os ajustes de Le Févre e colaboradores nos mesmos intervalos. As linhas tracejadas são ajustes feitos com inclinação constante $\gamma' = 0.80$

$K = -2.5\log(1+z)$.

Recalculamos $w(r_p)$ para os mesmos intervalos de *redshifts* mencionados anteriormente mas selecionando galáxias, em cada um deles, mais brilhantes em magnitude absoluta que:

$$M_{abs,lim} = m_{lim} - 25 - 5\log(d_{max}(1+z_{max})) \tag{2.12}$$

onde $m_{lim} = 24.0$ é o limite de magnitude aparente da amostra, e d_{max} é a distância co-móvel relativa ao limite superior do intervalo de *redshift* considerado z_{max}. Denominamos esta amostra limitada em uma dada magnitude absoluta para cada intervalo de *redshift* de VVDS-02h(ab).

Analogamente ao apresentado no caso da amostra limitada em magnitude aparente, mostramos na figura 2.5 a função $\xi(r_p, \pi)$, fixando-se $r_p = 0.15$ e $r_p = 4.74\mathrm{h}^{-1}\mathrm{Mpc}$, para diferentes intervalos de *redshift*. Os resultados do cálculo da função de correlação projetada $w(r_p)$ para as amostras VVDS-02h(ab) são mostrados na figura 2.6, de modo análogo e utilizando os mesmos símbolos que a figura 2.4.

Pode-se constatar que os resultados do cálculo de $w(r_p)$, obtidos com essas amostras limitadas em magnitudes absolutas, são essencialmente aqueles determinados utilizando amostras limitadas em magnitude aparente. O espalhamento dos pontos no caso do intervalo de $z = [1.3\text{-}2.1]$ é consequência do pequeno número de objetos (78) selecionados neste domínio com magnitudes absolutas $Mi'_{AB} < -23.17$, correpondente ao distante limite $z = 2.1$.

Essas comparações com a amostra VVDS-02h mostram a adequação do código para determinação da função de correlação projetada, permitindo investigar amostras de galáxias até $z \approx 2$, até a escala limitada dada pela geometria do volume examinado. De fato, uma idéia preliminar da evolução da função de correlação pode ser obtida da figura 2.7, onde mostramos todas as funções de correlação projetadas $w(r_p)$ determinadas na amostra VVDS-02h(ap), limitada em magnitude aparente.

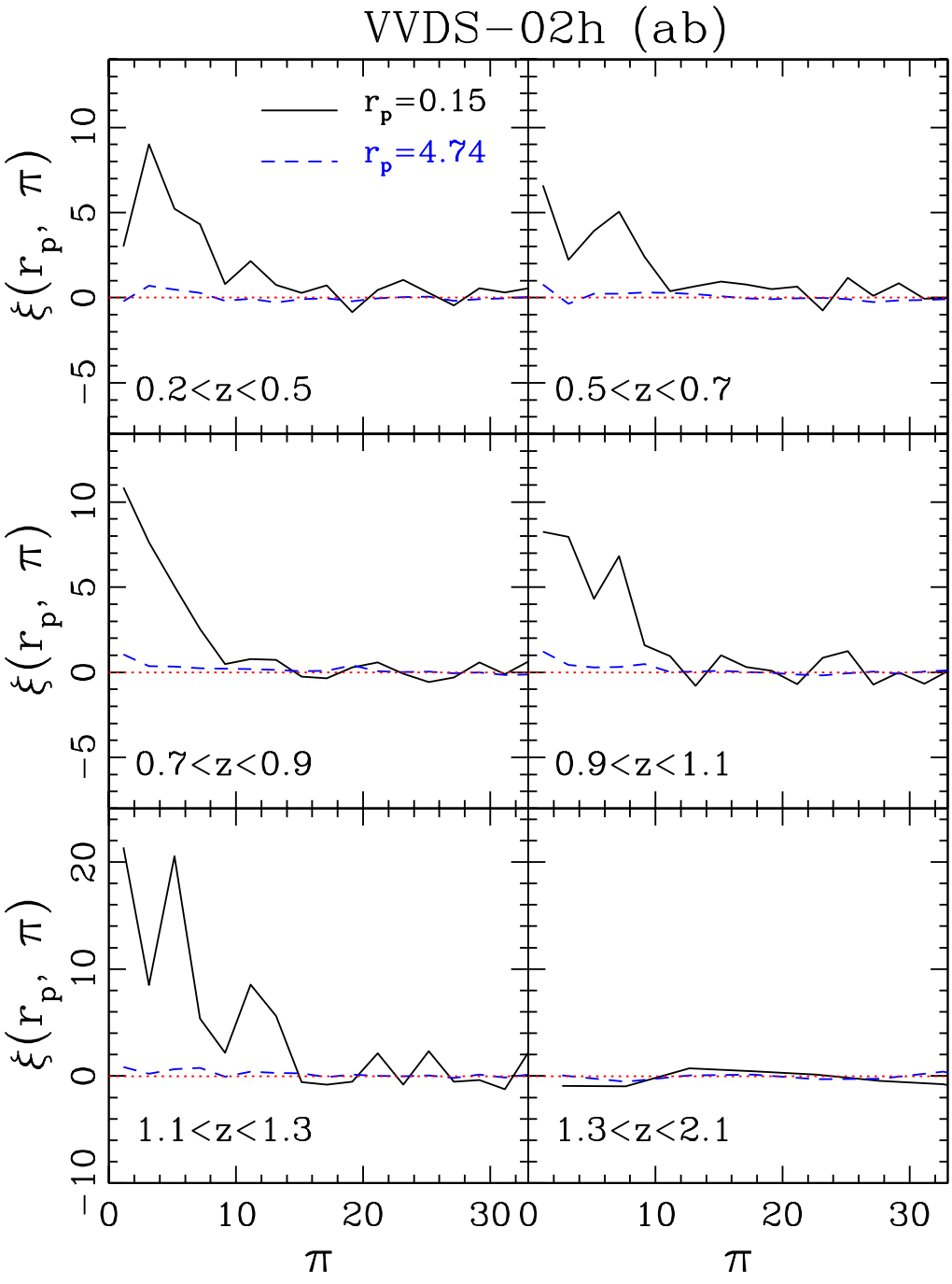

Figura 2.5: Função de correlaçao projetada em duas variáveis $\xi(r_p, \pi)$ em $r_p = 0.15$ e $r_p = 4.74$ (linha contínua preta) calculada, nos intervalos de *redshift* indicados, para a amostra limitada em magnitude absoluta, conforme descrito no texto.

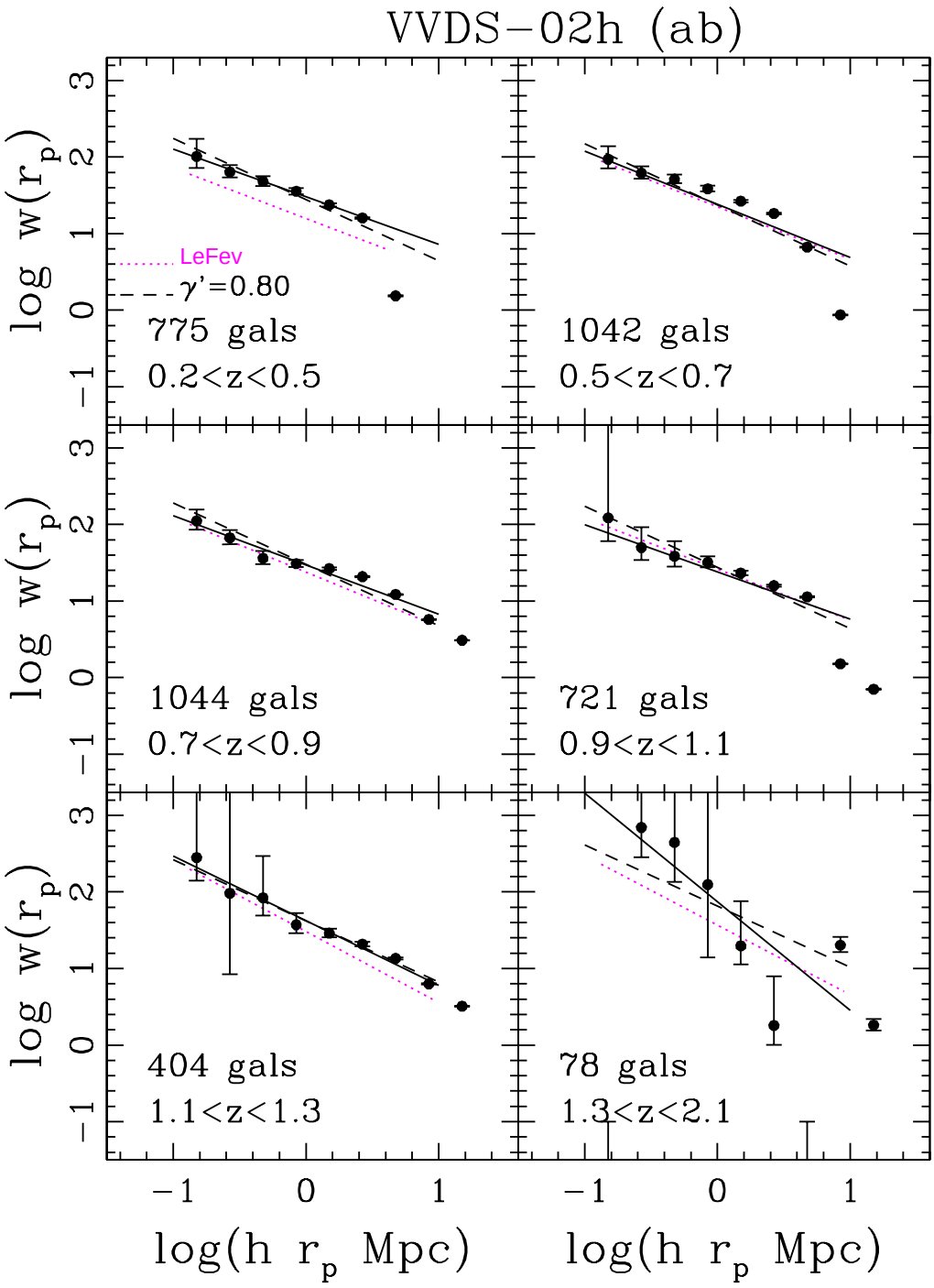

Figura 2.6: Função de correlação projetada $w(r_p)$ (pontos pretos) calculada, nos intervalos de *redshift* indicados, para a amostra limitada em magnitude absoluta, conforme descrito no texto. As linhas magentas são os ajustes de Le Fèvre e colaboradores para as subamostras nos mesmos intervalos de z, utilizando amostras limitadas em magnitude aparente.

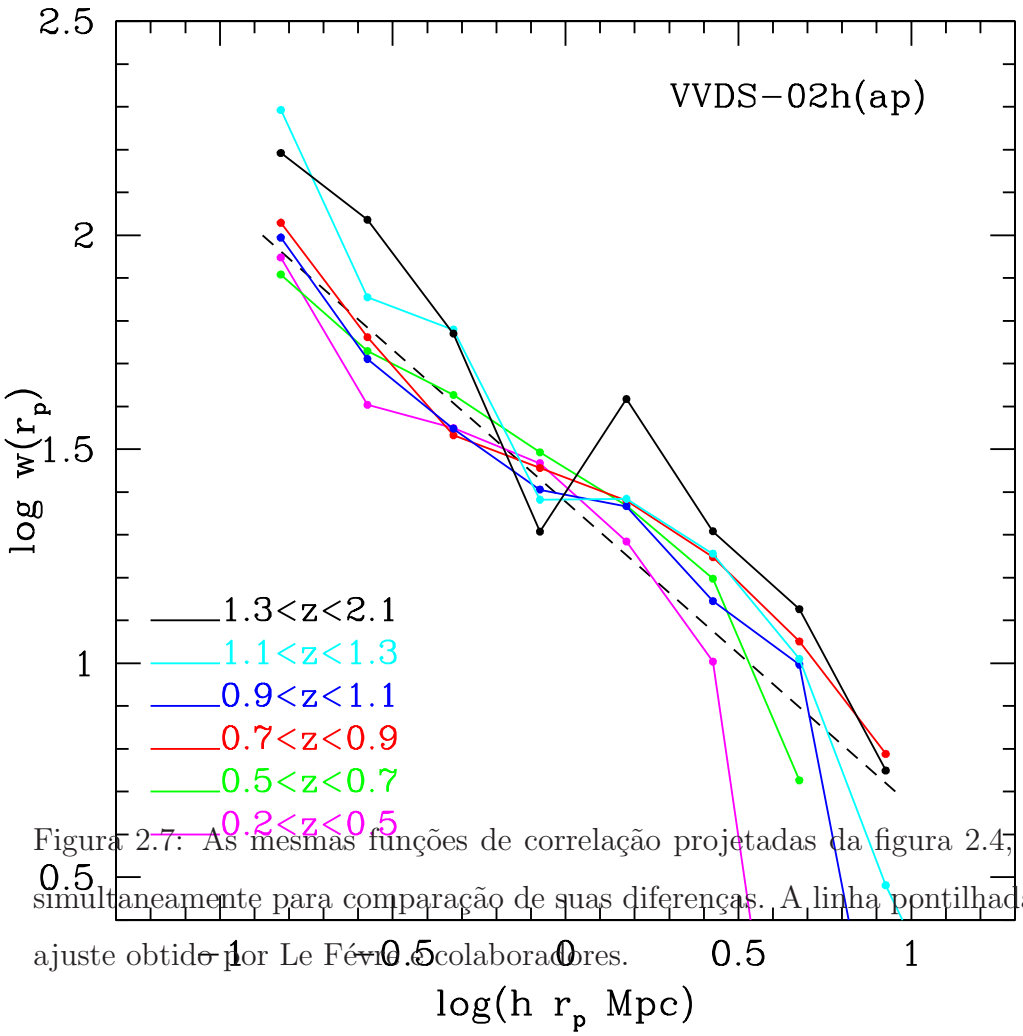

Figura 2.7: As mesmas funções de correlação projetadas da figura 2.4, mostradas simultaneamente para comparação de suas diferenças. A linha pontilhada mostra o ajuste obtido por Le Fèvre e colaboradores.

Capítulo 3

Amostra de Análise

Os dados analisados neste trabalho provêm da área denominada D1 no *Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey*, (Ilbert et al. 2006), um dos mais fundos levantamentos em pequenas áreas de céu. A amostra D1 foi observada com a câmera MEGACAM, consistindo de 36 CCDs de 2048 $\times$ 4612 pixels nos filtros u^*_{AB}, g'_{AB}, r'_{AB}, i'_{AB} e z'_{AB}, cobrindo $0.79(^\circ)^2$ centrado em ascensão reta $02^h25^m59^s$ e declinação $-04°29'40"$. As magnitudes aparentes limite em cada filtro são respectivamente: $\approx$ 25.5 em u^*_{AB}, $\approx$ 25.4 em g'_{AB}, $\approx$ 26.1 em r'_{AB}, $\approx$ 25.9 em i'_{AB} e $\approx$ 25.0 em z'_{AB}. Além destes filtros, a área D1 teve observações em cerca de $160(')^2$ nos filtros J e K. O número total de objetos levantados na amostra CFHTLS-D1 com magnitudes $i'_{AB} \leq 25$ é 522286.

Os dados brutos do levantamento foram processados por Ilbert et al. (2006) utilizando o sistema TERAPIX (http://terapix.iap.fr), envolvendo a identificação de objetos com o programa SExtractor (Bertin e Arnouts 1999). Um catálogo com cerca de 400000 objetos deste levantamento foi gentilmente cedido por Christophe Benoist contendo as principais informações sobre cada objeto, bem como os dados no levantamento VVDS, para o caso de objetos em comun. Note que os levantamentos fotométricos do CFHT Legacy Survey e do VVDS apresentam grande superposição, resultando na disponibilidade de dados fotométricos nos filtros u^*_{AB}, g'_{AB}, r'_{AB}, i'_{AB}, z'_{AB}, do primeiro, e B_{AB}, V_{AB}, R_{AB}, I_{AB}, do segundo.

Uma etapa inicial importante no processo de definição da amostra é remover as

galáxias contidas nas regiões afetadas por estrelas brilhantes e definidas por vértices de polígonos em torno dessas estrelas e disponibilizadas nos dados do mapeamento. Incluímos também estas máscaras, no código gerador da amostra aleatória de modo a torná-la compatível com a distribuição de objetos reais. Além disso, assim com no caso da amostra VVDS-02h, limitamos as bordas da amostra CFHTLS-D1 por limites constantes em ascensão reta e declinação para evitar trabalhar com um contorno de área complexo. Este procedimento elimina muito poucos objetos da amostra total e não prejudica a análise aqui realizada. Na figura 3.1, apresentamos, como exemplo, a amostra CFHTLS-D1, limitada em magnitude aparente $17.5 \leq I_{AB} \leq 24.0$, subdividida em quatro fatias de *redshift*, como indicado na parte de baixo de cada painel. As máscaras aplicadas na área observada são evidentes na figura.

Também como exemplo, mostramos na figura 3.2 uma distribuição aleatória gerada pelo nosso código na mesma área, no intervalo de $z = [0.8 - 1, 1]$, com as mesmas máscaras da amostra CFHTLS-D1 e modulada pela distribuição de *redshifts* fotométricos desta última.

As determinações de *redshifts* fotométricos para a amostra CFHTLS-D1 foram feitas por Ilbert e colaboradores, com o pacote LE PHARE[1] (Ilbert et al. 2006). Essencialmente, esse pacote utiliza as cores observadas dos objetos, comparando-as com cores previstas a partir de um conjunto de distribuições espectrais de energia (*Spectral Energy Distributions*, SED). As SEDs são deslocadas em comprimentos de onda em passos de $\delta z = 0.04$ e convoluídas com as curvas de transmissão dos filtros mencionados acima (ex. Figura 1 de Ilbert et al. 2006). Efeitos da eficiência instrumental e da opacidade do meio intergaláctico também são considerados. A seguir, o código calcula a quantidade

$$\chi^2(z, T, A) = \sum [\frac{F^f_{obs} - A \times F^f_{prev}(z, T)}{\sigma^f_{obs}}]^2, \tag{3.1}$$

onde, para cada filtro f, $F^f_{obs}(z, T)$ é o fluxo observado, σ^f_{obs} é o seu erro associado, $F^f_{prev}(z, T)$ é o fluxo previsto para a *template* T no *redshift* z e a soma é realizada

[1] www.lam.oamp/fr/arnouts/LEPHARE.html

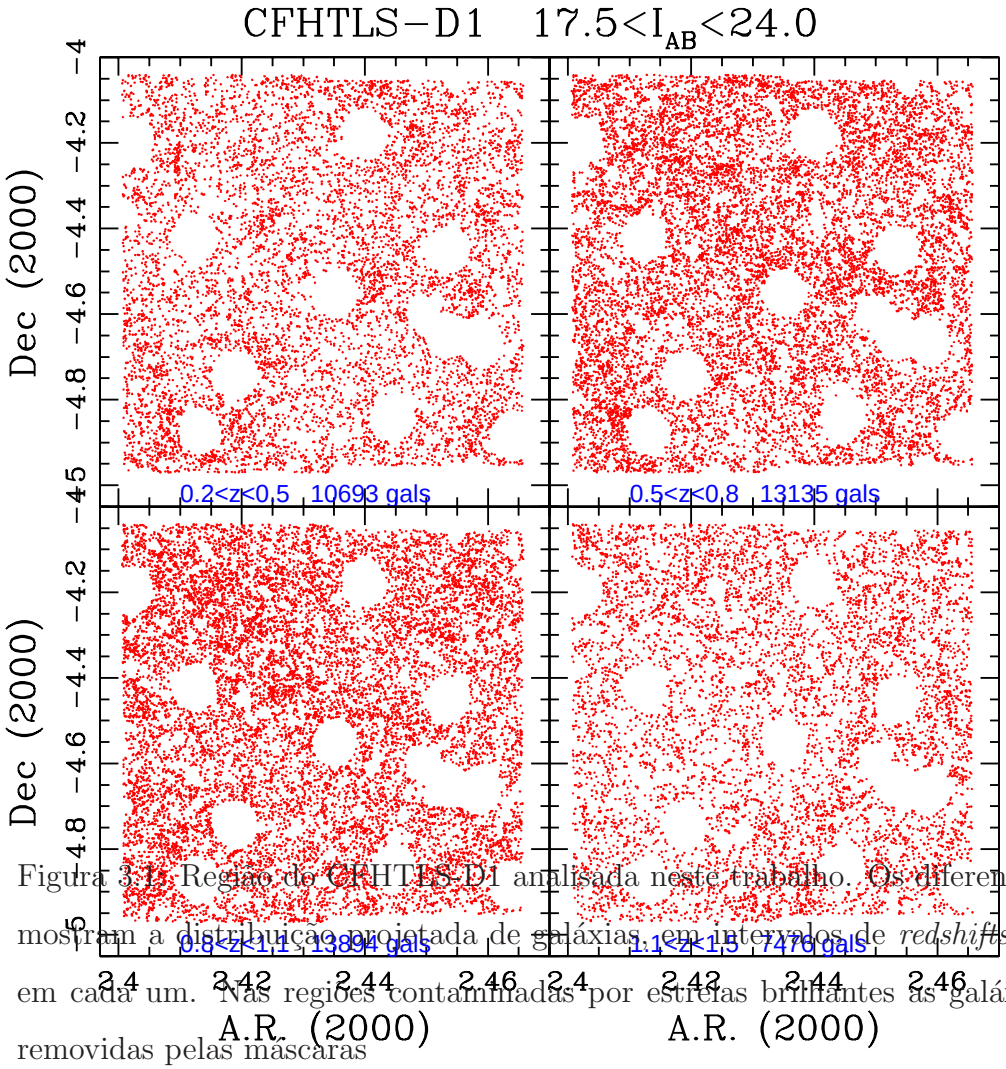

Figura 3.1: Região do CFHTLS-D1 analisada neste trabalho. Os diferentes painéis mostram a distribuição projetada de galáxias em intervalos de *redshifts* indicados em cada um. Nas regiões contaminadas por estrelas brilhantes as galáxias foram removidas pelas máscaras

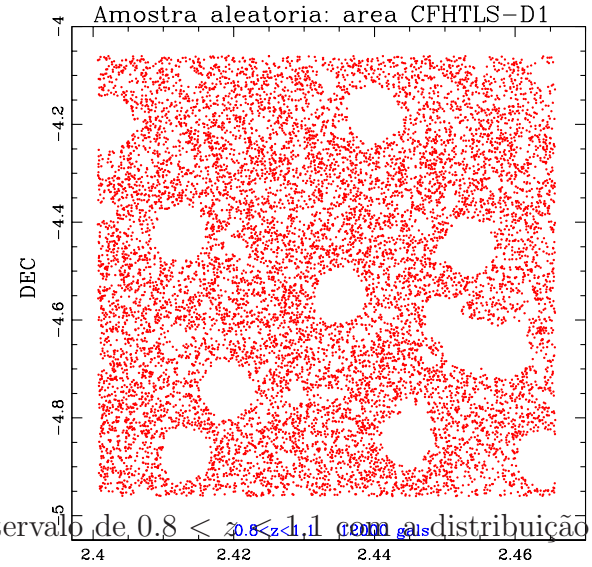

Figura 3.2: O intervalo de $0.8 < z < 1.1$ com a distribuição projetada da amostra aleatória, como um exemplo comparativo com o painel inferior esquerdo da figura 3.2

nos filtros disponíveis. O *redshift* fotométrico é estimado através da minimização de χ^2 variando-se z, T e o fator de normalização A.

As *templates* primárias do código LE PHARE são os 4 padrões de Coleman, Wu e Weedman (1980), as distribuições espectrais de galáxias comumente utilizadas para estimar *redshifts* fotométricos como Sawicki et al. (1997), Fernández-Soto et al. (1999), Arnouts et al. (1999), Brodwin et al. (2006), além de SEDs de galáxias *starbursts* provenientes de Kinney et al. (1996). No caso de SEDs de tipos espectrais Scd e Irr, uma correção por avermelhamento é incluída.

Como os dados espectroscópicos da amostra VVDS-02h foram obtidos numa área contida pela amostra CFHTLS-D1, esses autores puderam calibrar os *redshifts* fotométricos com cerca de 2800 *redshifts* espectroscópicos com nível de confiança maior que 97%.

A partir dos dados comuns dessas amostras verificamos, como em Ilbert et al. (2006), a qualidade dos *redshifts* fotométricos da amostra CFHTLS-D1, obtidos com

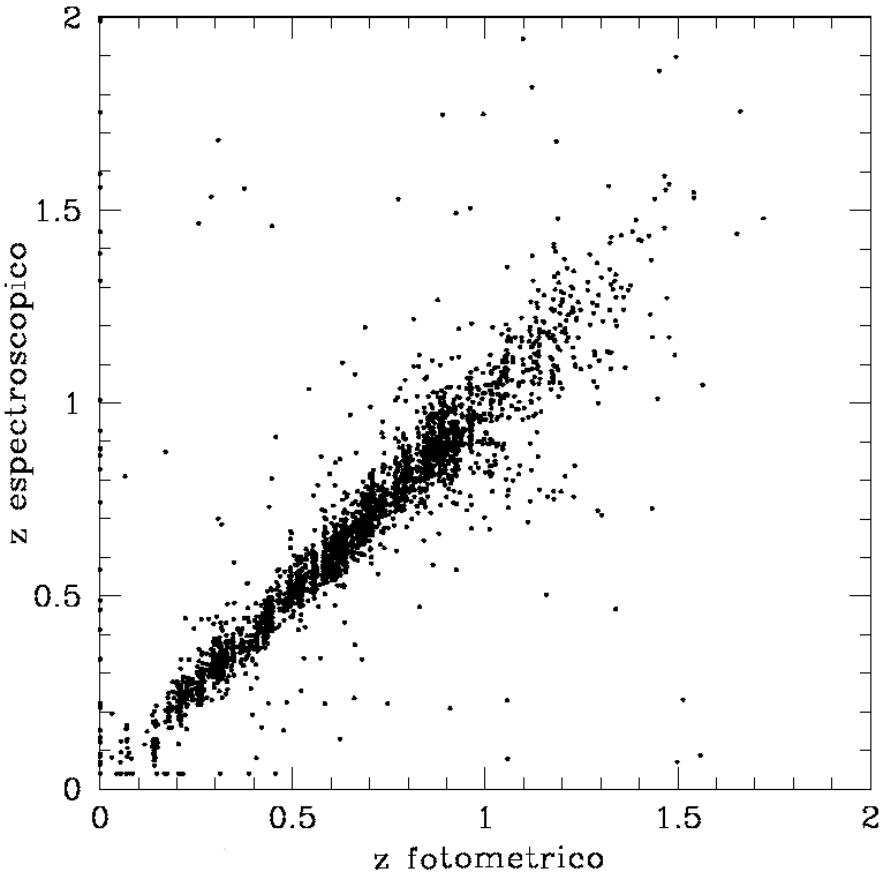

Figura 3.3: Comparação entre os *redshifts* fotométricos calculados pelo LE PHARE para a amostra CFHTLS-D1 com as determinações espectroscópicas da amostra VVDS-02h

o pacote LE PHARE, comparando-os com os dados espectroscópicos da amostra VVDS-02h. Este resultado é mostrado na figura 3.3. O intervalo de confiança nos *redshifts* fotométricos de acordo com Le Fèvre e colaboradores é $0.2 \leq z \leq 1.5$.

Para o estudo realizado neste trabalho, desejamos escolher uma amostra que permita examinar a evolução da função de correlação no maior intervalo de *redshifts* possível permitido pelos dados. Desta forma, temos que conciliar o fato de que filtros diferentes amostram diferentes domínios de z e os dados relativos a cada filtro têm diferentes limites de completeza em magnitude aparente. Como estamos interessados em atingir maiores *redshifts*, optamos por utilizar os dados obtidos com o filtro i' no infravermelho. A magnitude aparente limite escolhida foi $i'_{AB} = 25.0$,

baseada na distribuição de magnitudes mostrada na figura 3.4 que indica confiança na completeza até este valor. Impusemos também um limite $i'_{AB} \geq 17.5$, análogo ao caso da amostra VVDS-02h para descartar objetos brilhantes, sub-representados no pequeno volume coberto pelos dados em baixos *redshifts* .

Outra conveniência desta escolha da banda i' é que as magnitudes i'_{AB} diferem das magnitudes I_{AB} utilizadas na amostra VVDS-02h por uma pequena constante, como mostra a figura 3.5, onde apresentamos a distribuição de uma versus outra, assim como o ajuste representado por $i'_{AB} = I_{AB} + 0.07$.

Para o caso da amostra espectroscópica VVDS-02h, como indicado por Le Fèvre e colaboradores, os limites de magnitude aparente adequados para o trabalho com o filtro I são $17.5 \leq I_{AB} \leq 24.0$. Desta forma, com a pequena diferença dos sistemas de magnitude i'_{AB} e I_{AB}, uma amostra selecionada do CFHTLS-D1 (restrita à área do VVDS-02h) limitada neste domínio de magnitudes é muito semelhante àquela do VVDS-02h. Com isso, a possibilidade de substituição dos *redshifts* fotométricos da amostra CFHTLS-D1 na amostra VVDS-02h será, como mostrado adiante, útil como uma referência para avaliação dos impactos decorrentes dos erros do *redshifts* fotométricos na análise aqui realizada.

De fato, a questão importante que se coloca é a possibilidade de se realizar uma análise confiável com *redshifts* fotométricos, cujas incertezas são bastante altas. Note que, como mencionado anteriormente, um erro da ordem 0.08 em z implica numa incerteza da ordem de 240 Mpc na determinação da distância. Desta forma, para se avaliar as limitações impostas pelos *redshifts* fotométricos na nossa análise, examinamos inicialmente a distribuição de erros, em função de z, o que é mostrado na Figura 3.6. O painel superior desta figura mostra esta distribuição dos erros ϵ_z em função do *redshift* fotométrico para a amostra de trabalho CFHTLS-D1, onde também indicamos a variação da média do erro, em bins de 0.075 em z. O painel inferior da figura mostra o erro ϵ_z, para a amostra de referência VVDS-02h, quando nela substituímos seus *redshifts* espectroscópicos pelos fotométricos da amostra CFHTLS-D1. Passaremos a denominar esta amostra de referência, mas com z's fotométricos de CFHT (VVDS).

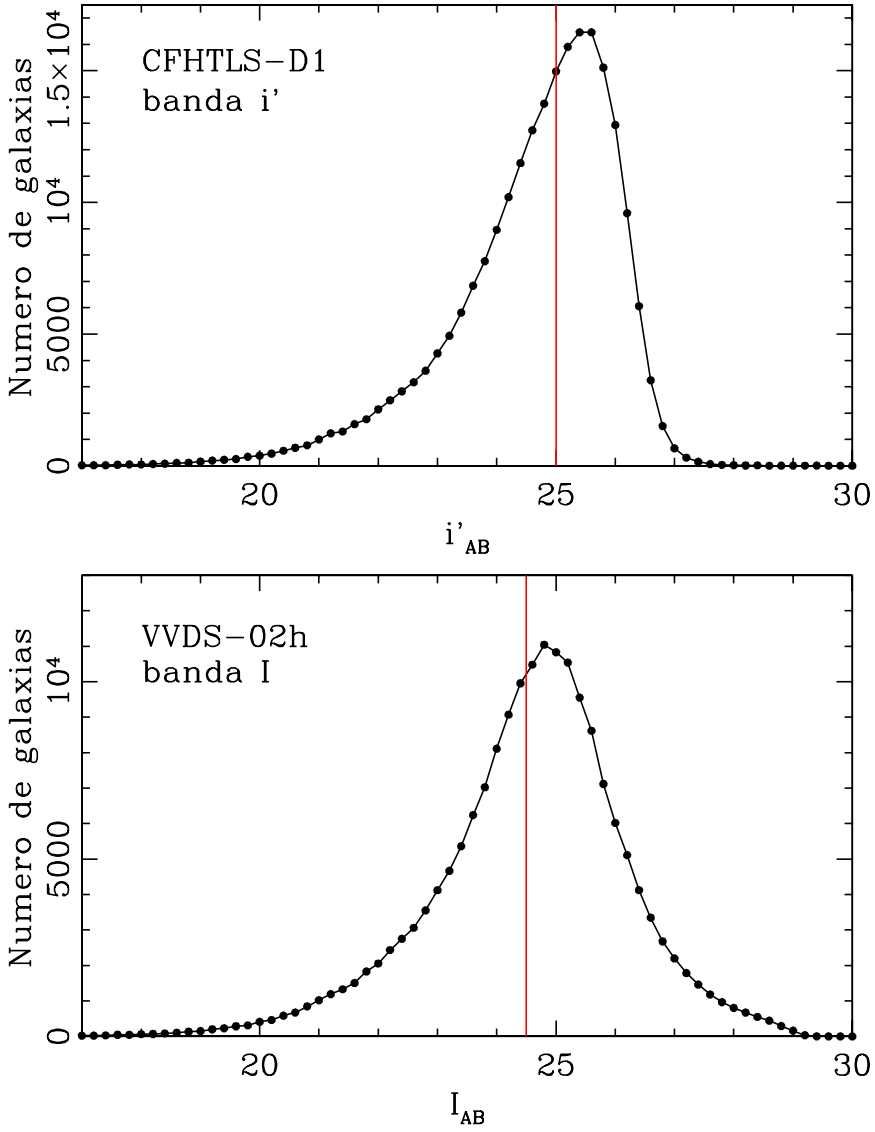

Figura 3.4: Painel superior: histograma de contagens de galáxias em intervalos de magnitude para a banda i' da amostra CFHTLS-D1. A linha vertical vermelha indica o limite escolhido $i'_{AB} = 25.0$ para garantir com confiança a completeza da amostra. Painel inferior: o mesmo, para comparação, relativo à amostra VVDS-02h, com a linha vertical indicando o limite escolhido por LeFevre e colaboradores $I_{AB} = 24.0$.

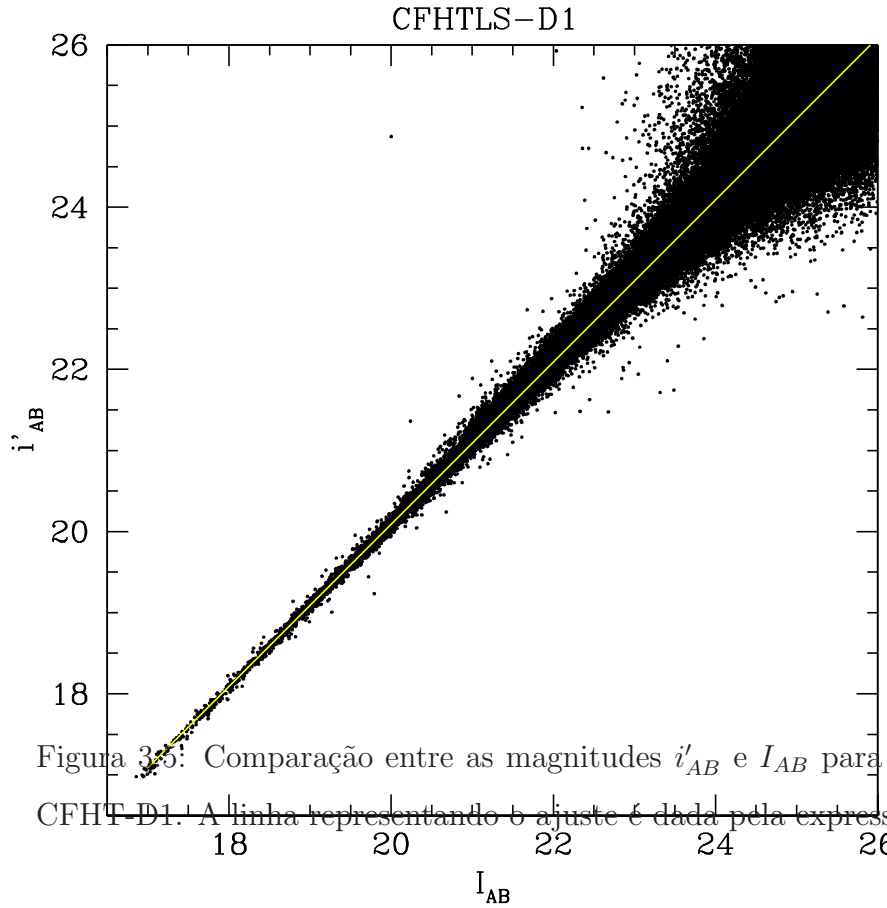

Figura 3.5: Comparação entre as magnitudes i'_{AB} e I_{AB} para galáxias da amostra CFHT-D1. A linha representando o ajuste é dada pela expressão $i'_{AB} = I_{AB} + 0.07$

Pode-se notar nesta figura que o processo de determinação de *redshifts* fotométricos resulta, em alguns casos, em erros extremamente altos, configurando-se em domínios de z particulares um padrão de erro bem característico (por exemplo, os maiores desvios em $z \approx 0.8$ e 1.1). Mesmo no caso de um estudo que utiliza uma grande amostragem estatística, não faz sentido incluir galáxias com tais erros. Desta forma, optamos neste trabalho por excluir objetos com erros superiores a um determinado valor. Para avaliar tal limite, examinamos dois casos particulares. O primeiro é um corte severo, eliminando objetos com erros superiores a $\epsilon_z = 0.08$, retendo apenas uma pequena fração de objetos, com *redshifts* mais confiáveis. Deve-se ressaltar que o erro mínimo dos *redshifts* fotométricos provenientes do pacote LE PHARE é de 0.04. O segundo limite, mais relaxado se traduz em eliminar erros $\epsilon_z > 0.18z$. O valor 0.18 foi escolhido por descartar os casos mais discrepantes, admitindo o crescimento do limite ϵ_z com z, semelhante ($\approx$ proporcional) ao crescimento da média do erro com o redshift. Ambos os casos são mostrados na figura Figura 3.6.

Além disso podemos avaliar se, com o uso de *redshifts* fotométricos, obtemos uma representação minimamente adequada da distribuição de galáxias, sem o que, a medida da aglomeração torna-se inviável. Na verdade, deve-se esperar que os erros dos *redshifts* levem a uma representação "diluída" das estruturas presentes na distribuição de galáxias, como representado na figura 3.7. Neste esboço, uma estrutura real de dimensão (largura a meia altura) na linha de visada $\approx$ 30 Mpc situada em $z \approx 1.2$ deve ser medida numa amostra de *redshifts* fotométricos (erro $\epsilon_z \approx 0.1$) com uma dimensão superior a 300 Mpc e "densidade" de objetos no pico cerca de 7 vezes inferior. Estes são números aproximados, conservando-se a mesma área debaixo das curvas, ou seja, o mesmo número de galáxias.

De fato, o efeito real causado pela utilização de *redshifts* fotométricos segue este padrão e pode ser inferido examinando-se a distribuição de contagens de galáxias, N_{gal} (normalizadas pelo número total N_{tot}), em função de z, mostrada na Figura 3.8 para o domínio de *redshifts* entre 0.5 e 1.0, em bins de $z = 0.005$. Nesta figura, o painel superior apresenta os dados espectroscópicos da amostra VVDS-02h para referência.

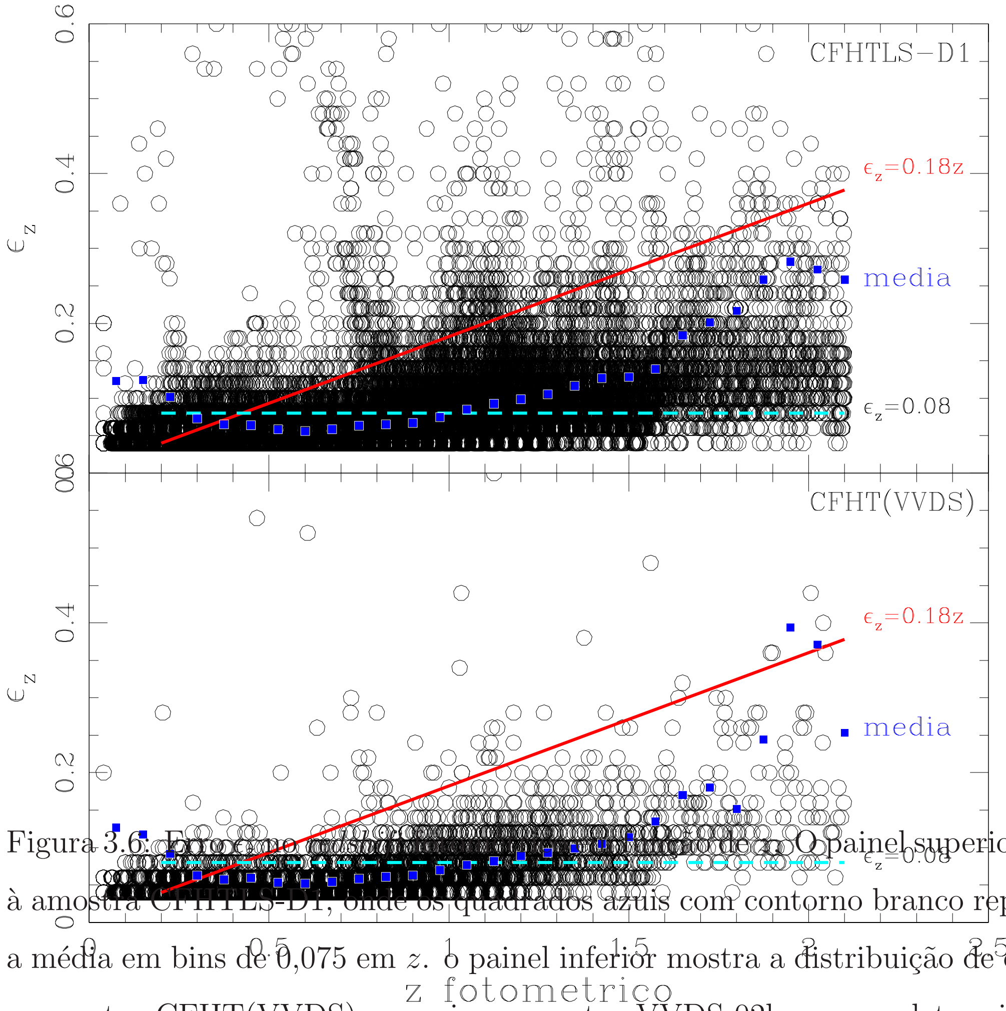

Figura 3.6: Erro ϵ_z no *redshift* fotométrico em função de z. O painel superior se refere à amostra CFHTLS-D1, onde os quadrados azuis com contorno branco representam a média em bins de 0,075 em z. o painel inferior mostra a distribuição de erros para a amostra CFHT(VVDS), ou seja a amostra VVDS-02h com as determinações de *redshifts* fotométricos de CFHTLS-D1. Limites de erros $\epsilon_z < 0.08$ e $\epsilon_z < 0.18z$ são mostrados em linhas tracejada e contínua respectivamente.

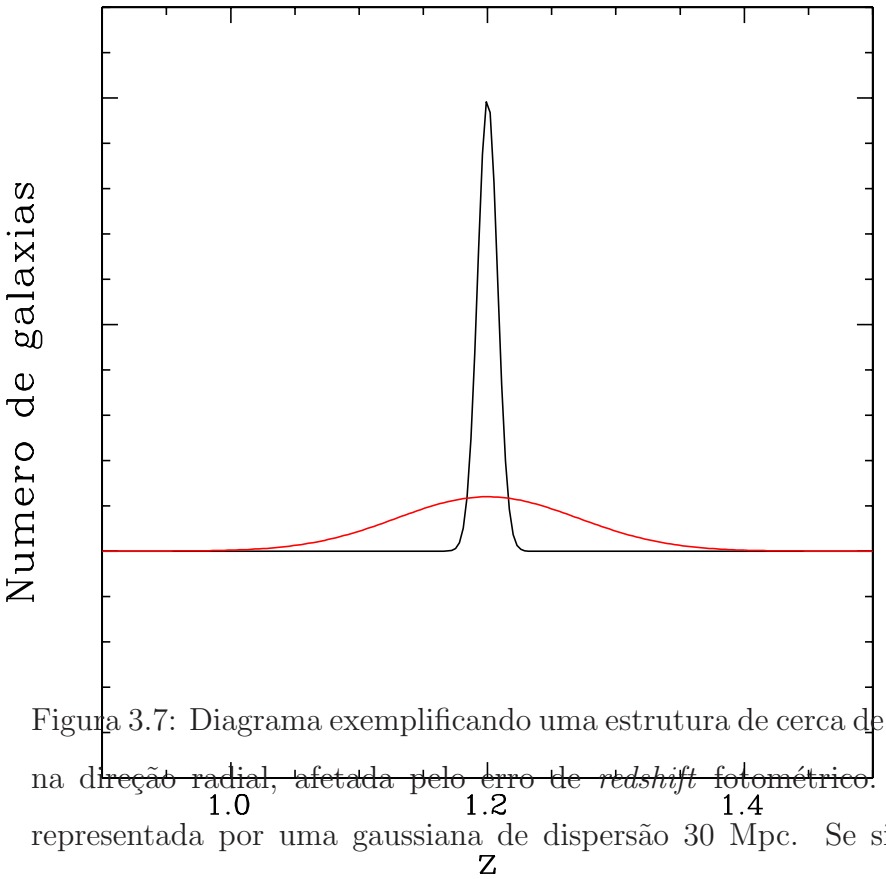

Figura 3.7: Diagrama exemplificando uma estrutura de cerca de 30 Mpc de dimensão na direção radial, afetada pelo erro de *redshift* fotométrico. A estrutura real é representada por uma gaussiana de dispersão 30 Mpc. Se situada a z ≈ 1.2, o erro associado (Fig 3.5) é da ordem de 0.1, implicando numa incerteza na distância das galáxias componentes de ≈ 300 Mpc . A estrutura observada no espaço de *redshifts* fotométricos é representada por uma gaussiana de dispersão 300 Mpc. A área debaixo das curvas é a mesma, conservando o número de galáxias na estrutura.

O painel intermediário da Figura 3.8 apresenta os dados para a amostra CFHT-(VVDS), ou seja, para a mesma amostra do painel superior, mas utilizando os *redshifts* fotométricos. A linha mais fina vermelha é relativa ao corte severo no erro, que descarta galáxias cujos erros $\epsilon_z > 0.08$. Como mencionado anteriormente, isto representa um corte apenas duas vezes superior ao limite inferior dos erros na amostra CFHTLS-D1, que é 0.04 em z. A linha mais grossa preta representa a amostra CHHT(VVDS) limitada a erros inferiores a $\epsilon_z < 0.18z$. Já o painel inferior da Figura 3.8 mostra os dados relativos à amostra CFHTLS-D1 com as linhas tendo os mesmos significados dos paineis superiores.

É possível verificar nesta figura as aparentemente severas limitações do uso de *redshifts* fotométricos. De fato, a reprodução das variações da densidade de galáxias são mal representadas na amostra definida com z fotométrico, perdendo-se efetivamente a identificação de algumas estruturas. A utilização de um critério bastante severo de remoção de erros não representa um ganho real para esta identificação. Note, por exemplo, a estrutura em $z \approx 0.92$ não identificada na amostra selecionada com $\epsilon_z < 0.08$ mas aparente na amostra selecionada com $\epsilon_z < 0.18z$, que neste *redshift* aceita erros da ordem de 0.16 em z. A maior amostragem decorrente do limite de erro mais relaxado permitiu, neste caso, a melhor representação da distibuição de galáxias. Desta forma, optamos por utilizar o critério de erros $\epsilon_z < 0.18z$ para definir as amostras com *redshifts* fotométricos. Além disso, em favor da viabilidade do uso de *redshifts* fotométricos pode-se argumentar, desta figura, que o painel inferior, representativo de uma amostra mais numerosa, identifica os picos de maior contraste de densidade, especialmente se considerarmos sua diferença com a média local.

Pode-se também visualizar o efeito dos *redshifts* fotométricos na amostras aqui analizadas na figura 3.9, que mostra uma comparação entre contagens em três diferentes amostras em intervalos de 0.005 em z no domínio $0.2 < z < 2$. No painel superior é apresentada a amostra espectroscópica VVDS-02h assim como uma recontagem em intervalos de 0.06 em z (bin $\approx$ 10 vezes maior) normalizada para representar a amostragem em intervalos de 0.005 em z. O painel do meio apre-

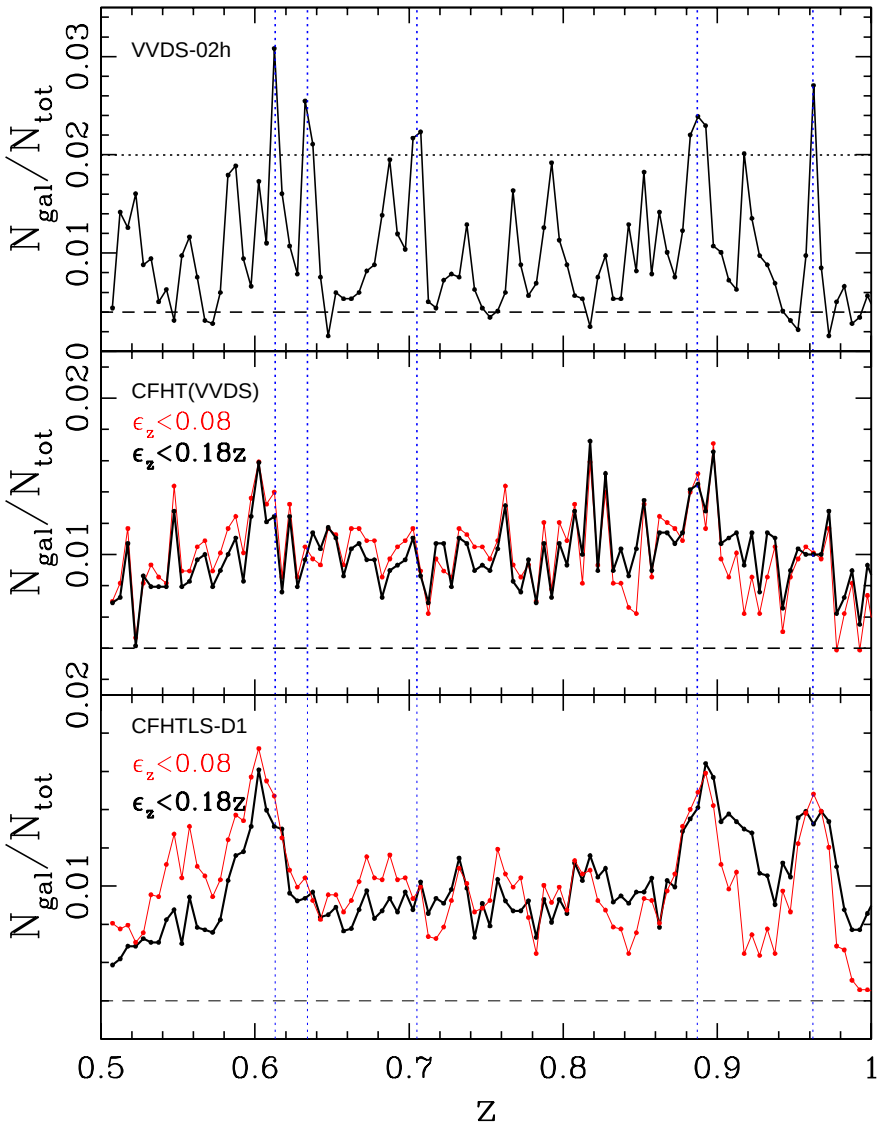

Figura 3.8: Contagem de galáxias N_{gal} em bins de 0.005 em z no domínio $0.5 < z < 1$ normalizadas pelo número total de objetos, N_{tot}, dentro dos imites de seleção. Painel superior: amostra espectroscópica VVDS-02h. A linha tracejada indica o nível de referência para comparação entre painéis, enquanto a linha pontilhada horizontal no valor de contagem normalizada 0.02 representa um nível acima do qual é possível identicar as maiores contagens de objetos. Os *redshifts* desses picos são marcados pelas linhas verticias azuis também estendidas aos outros painéis. Painel intermediário: mesma amostra do painel superior utilizando *redshifts* fotométricos (CFHT(VVDS)); uma sub-amostra limitada a erros $\epsilon_z < 0.08$ é mostrada em linha fina vermelha enquanto uma sub-amostra limitada a erros $\epsilon_z < 0.18z$ é mostrada em linha grossa preta. Painel inferior: sub-amostra de CFHTLS-D1 limitada a erros $\epsilon_z < 0.008$ (linha fina vermelha) e $\epsilon_z < 0.18z$ (linha grossa preta)

senta a subamostra CFHT(VVDS) com erros inferiores a $\epsilon_z = 0.18z$, enquanto no painel inferior é apresentada a subamostra CFHTLS-D1 com $\epsilon_z < 0.18z$. Nesses dois painéis a linha contínua e pontos vermelhos representam a mesma amostragem do painel superior. Esta figura indica que o efeito de se utilizar *redshifts* fotométricos equivale a reamostrar os dados com uma intervalagem mais grosseira. Mesmo assim, o contraste de densidade das estruturas é diminuído na amostra definida por *redshifts* fotométricos.

Nestas análises comparativas entre as amostras CFHTLS-D1 e CFHT(VVDS) restringimo-nos ao domínio de magnitudes $17.5 < I_{AB} < 24.0$. Entretanto, para uma análise que vise explorar ao máximo os dados disponíveis, utilizamos na análise final, como mencionado anteriormente, as observações do mapeamento CFHTLS-D1, no filtro i' de uma amostra um pouco mais funda, limitada ao domínio $17.5 < i'_{AB} < 25.0$. Como mostrado neste capítulo, restringimos a amostra às galáxias cujos *redshifts* fotométricos apresentassem erros inferiores a $\epsilon_z = 0.18z$. O número total de galáxias resultante desta seleção foi de 63833 objetos no domínio de *redshifts* $0.3 \leq z \leq 1.6$. Os resultados obtidos com estes dados estão descritos a seguir.

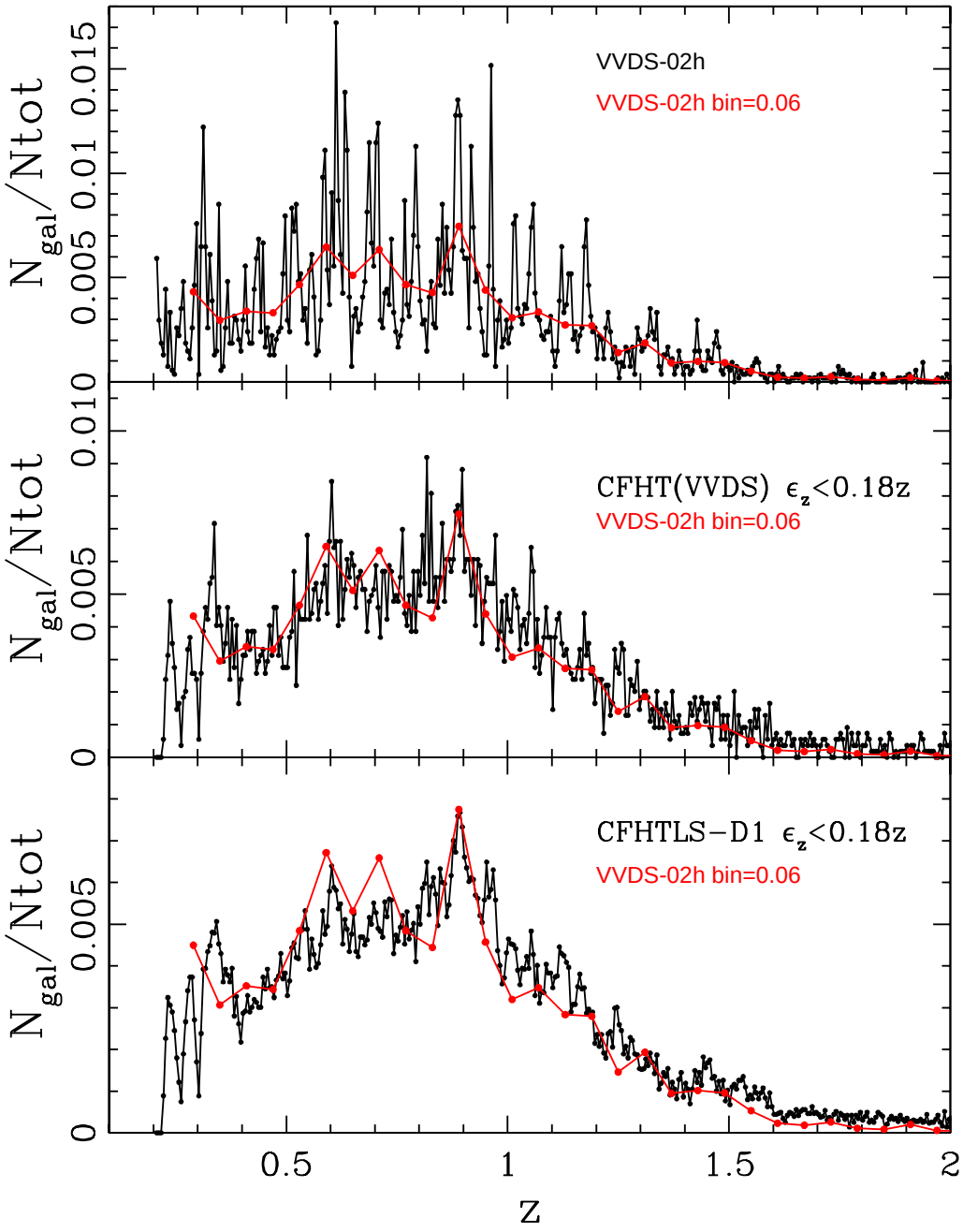

Figura 3.9: Contagem de galáxias N_{gal} em intervalos de 0.005 em z no domínio $0.2 < z < 2$ normalizada pelo número total de objetos, N_{tot} dentro dos limites de seleção). Painel superior: amostra espectroscópica VVDS-02h. A linha e os pontos indicam uma reamostragem dos dados em intervalos de 0.06 em z. Esses pontos e a linha são também mostrados nos outros painéis. Painel intermediário: subamostra do painel superior utilizando *redshifts* fotométricos (CFHT(VVDS)) limitada a erros $\epsilon_z < 0.18z$. Painel inferior: subamostra de CFHTLS-D1 limitada a erros $\epsilon_z < 0.18z$.

Capítulo 4

Resultados

Pretendemos neste trabalho examinar a evolução de escala de aglomeração das galáxias em função do *redshift*, utilizando uma amostra com determinações fotométricas de z para as quais os erros apresentam as características e implicações discutidas no Capítulo anterior. Com esta finalidade, e limitados por esses erros, precisamos determinar funções de correlação em intervalos de *redshift* capazes de diagnosticar um possível efeito de evolução. A amostra de trabalho escolhida para a obtenção dos resultados aqui descritos foi a amostra D1 do CFHTLS limitada a erros $\epsilon_z < 0.18z$, como descrito no Capítulo anterior. Optamos por trabalhar com a função de correlação $\xi(r_p, \pi)$, integrando-a na direção da linha de visada (π) para valores fixos de r_p, de modo a obter a função de correlação projetada $w(r_p)$.

Podemos selecionar os dados da amostra de trabalho em diferentes domínios de *redshift* $[z1, z2]$ limitando-os de duas formas:

- numa magnitude aparente limite i'_{max};

- na magnitude absoluta Mi'_{lim} correspondente a uma galáxia com magnitude aparente i'_{max} situada no limite mais distante do domínio de *redshift* , $z2$.

No primeiro caso, está a própria amostra total limitada em magnitudes $17.5 \leq i'_{AB} \leq 25.0$, contendo 63833 galáxias, que será analisada a seguir. Note que um limite em magnitude aparente significa que a *redshifts* menores os dados contêm uma maior fração de galáxias intrinsecamente menos luminosas que em z mais alto. Desta forma, é possível que se obtenha uma menor intensidade de aglutinação em

baixos *redshift*, comparado com intervalos de z mais altos porque, no primeiro caso, a amostra inclui um maior número de galáxias que sabidamente são menos aglutinadas (ex. Coil et al 2006). Por outro lado, uma amostra limitada em magnitude aparente maximiza o número de objetos, o que é desejável. Denominaremos esta amostra CFHTLS-D1(ap). As amostras aleatórias para este caso são geradas com perfil de distribuição em z proporcional ao perfil de distribuição de galáxias observado dN/dz.

No segundo caso, que será considerado mais adiante, estarão contidos na amostra selecionada, as galáxias do CFHTLS-D1 mais brilhantes que uma determinada magnitude absoluta (usualmente chamada *volume-limited*) definida como descrito acima, no extremo mais distante do intervalo de z considerado. Se por um lado esta amostra pode ser bastante reduzida, com relação à amostra limitada em magnitude aparente, por outro lado ela representa uma classe de objetos com mais homogeneidade, a menos de efeitos evolutivos. Denominaremos esta amostra CFHTLS-D1(ab). A distribuição aleatória neste caso é uniforme no volume considerado e seu perfil de distribuição é proporcional a z^3.

Ressaltamos que z=1.6 é a maior profundidade analisada neste trabalho, correspondendo ao limite de confiança de determinação de *redshifts* fotométricos com o código LEPHARE para o CFHTLS-D1.

Um terceiro caso também considerado mais adiante é de uma amostra relativa a todo o volume estudado, contendo galáxias com magnitudes absolutas mais brilhantes que $Mi'_{AB} = -21.25$, correspondendo a uma galáxia com magnitude aparente $i'_{AB} = 25.0$ situada em z=1.6. Neste caso, explicitaremos o limite de magnitude absoluta na designação da amostra, demominando-a CFHTLS-D1(-21.25).

Para estimar a evolução da escala de aglomeração em função de z, subdividimos as amostras em intervalos se *redshifts* z= [0.3, 0.5), [0.5, 0.7), [0.7, 0.9), [0.9, 1.2), [1.1, 1.4) e [1.3, 1.6], um pouco diferentes dos utilizados na análise da amostra espectroscópica VVDS-02h. O intervalo mais proximo de z que utilizamos exclui uma estrutura em $z \approx 0.25$, difícil de modelar pela distribuição dN/dz e amostrada de forma inadequada no pequeno ângulo sólido da amostra. Os intervalos utilizados por LeFevre e colaboradores z=[0.9, 1.1] e [1.1, 1.3] representam domínios de

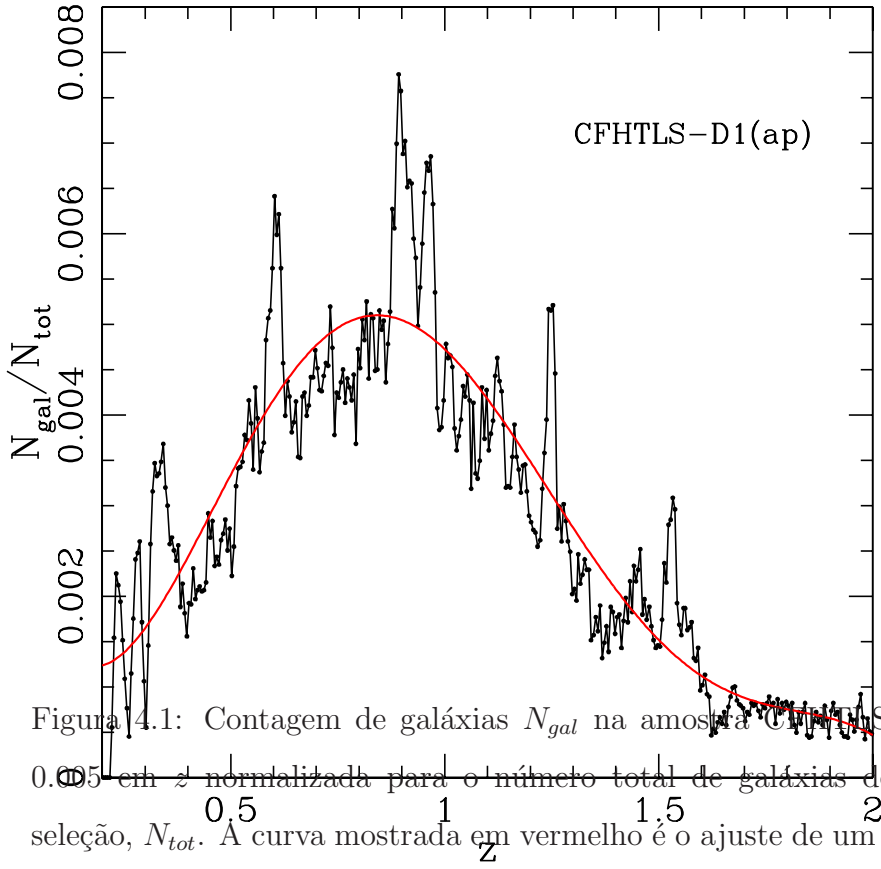

Figura 4.1: Contagem de galáxias N_{gal} na amostra CFHTLS-D1(ap) em bins de 0.005 em z normalizada para o número total de galáxias dentro dos limites de seleção, N_{tot}. A curva mostrada em vermelho é o ajuste de um polinômio de grau 7.

distâncias muito pequenos, para os altos erros dos *redshifts* fotométricos e optamos por utilizar z=[0.9, 1.2] e [1.1, 1.4]. Devido ao limite máximo em profundidade z=1.6, utilizamos como último intervalo z=[1.3, 1.6].

Para determinar o catálogo aleatório utilizado no cálculo de $\xi(r_p, \pi)$ para a amostra CFHTLS-D1(ap), utilizamos inicialmente o mesmo procedimento descrito no Capítulo 2, procurando um ajuste para a distribuição de *redshifts* dN/dz representando a forma global desta distribuição. A figura 4.1 mostra esta distribuição com o ajuste de um polinômio de grau 7, que foi usado para gerar a amostra aleatória.

A função de correlação em duas variáveis $\xi(r_p, \pi)$ para a amostra CFHTLS-

D1(ap) é mostrada na figura 4.2, de modo análogo à figura 2.3, para $r_p = 0.15$ e $r_p = 4.74$, para diferentes intervalos de *redshift* . A função foi calculada utilizando a expressão 2.5, com a distribuição aleatória de 40000 pontos seguindo a distribuição ajustada dN/dz mostrada na figura 4.1.

Primeiramente deve-se ressaltar que, com os erros dos *redshifts* fotométricos, o efeito de "diluição" aparente das estruturas se traduz no fato de que a função $\xi(r_p, \pi)$ converge para zero somente para valores de π da ordem de $300h^{-1}$Mpc, sendo seu valor máximo, em $\pi \approx 0$, muito inferior (fator $\approx 1/20$) aos valores obtidos para a amostra espectroscópica VVDS-02h (figura 2.3). Em outras palavras, o efeito dos erros dos *redshifts* fotométricos transfere artificialmente potência de correlação das pequenas para as grandes escalas.

A função de correlação projetada $w(r_p)$ para a amostra CFHTLS-D1(ap) obtida para o caso de uma amostra aleatória com ajuste único à distribuição dN/dz é mostrada na figura 4.3, para diferentes intervalos de *redshift* . Esta função foi calculada utilizando-se a soma na expressão (2.7), limitada aos valores de π_{max} estimados nos painéis da figura 4.2 (linhas verticais) e $\Delta\pi = 5h^{-1}$ Mpc. Os valores de π_{max} foram estimados através de sucessivas integrações com diferentes valores limites de π. Percebe-se que para cada intervalo de z existe um valor de π a partir do qual a função $\xi(r_p, \pi)$ contribui apenas com ruído para o resultado da integração. Esse valor foi tomado como π_{max} em cada um dos painéis.

Em cada painel são mostrados os pontos da função e um ajuste por mínimos quadrados até $r_p \approx 5-9h^{-1}$ Mpc (dependendo do intervalo de z), em linha contínua. Para homogeneização do cálculo da escala de correlação, obtivemos também ajustes (linhas tracejadas) de uma expressão

$$\log(w(r_p)) = A - \gamma' \log(r_p) \tag{4.1}$$

fixando-se a inclinação $\gamma' = 0.8$ sendo A um parâmetro (relacionado à escala de correlação) a ser determinado. As linhas pontilhadas magenta mostram as funções determinadas por Le Fevre e colaboradores para um domínio de *redshifts* semelhante.

Deve-se destacar nestas duas últimas figuras dois aspectos que merecem atenção

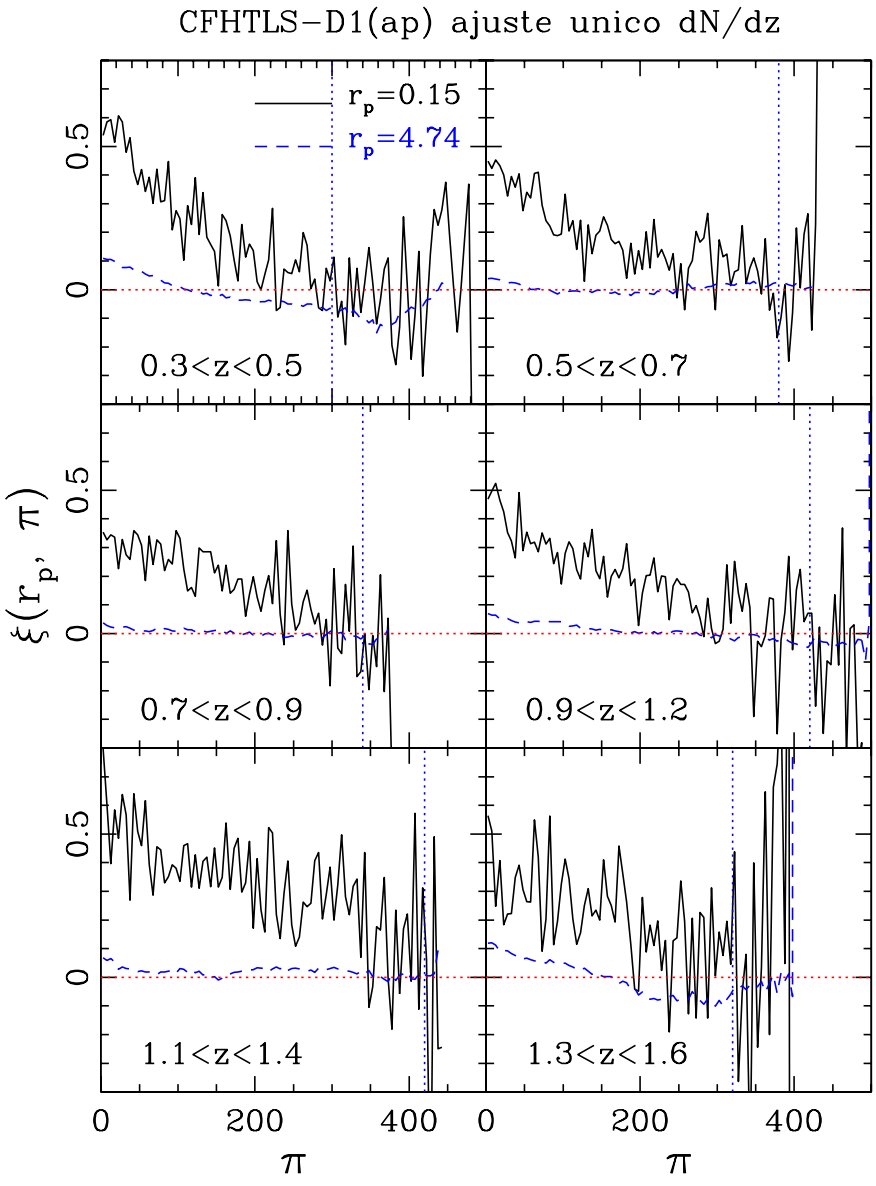

Figura 4.2: Função de correlação projetada em duas variáveis $\xi(r_p, \pi)$ para a amostra CFHTLS-D1(ap) nos valores $r_p = 0.15$ e $r_p = 4.74$. Cada painel mostra a função no intervalo de *redshifts* nele indicado. As linhas pontilhas verticais mostram a estimativa de onde a função vai a zero, escolhidos como o limite de integração da função.

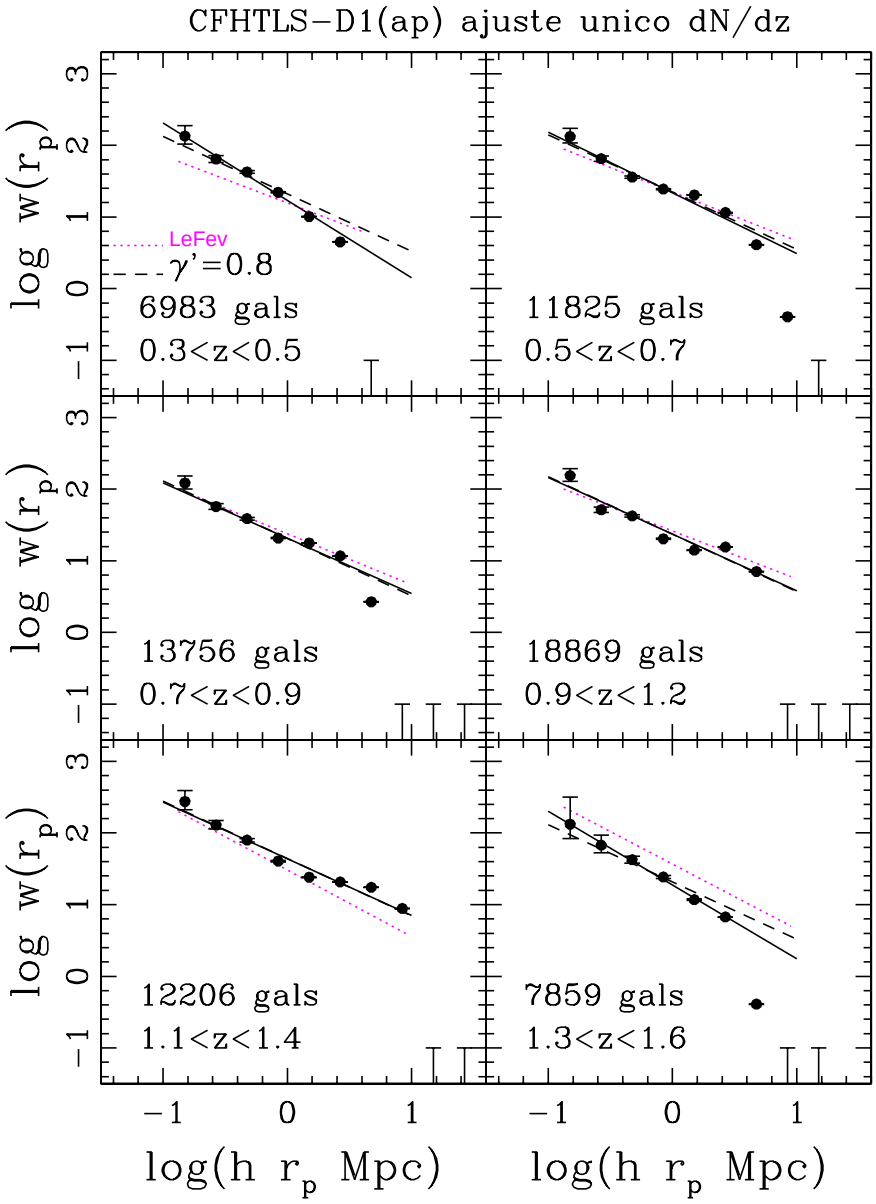

Figura 4.3: Função de correlação projetada $w(r_p)$ para a amostra CFHTLS-D1(ap) calculada utilizando-se o ajuste de um único polinômio à distribuição de *redshifts* dN/dz. Cada painel mostra a função obtida no intervalo de *redshifts* nele indicado. Ajuste lineares por mínimos quadrados até $r_p \approx 5 - 9\mathrm{h}^{-1}$Mpc são representados por uma linha contínua. Ajustes fixando-se a inclinação em -0.8 são mostrados em linha tracejada. O ajuste obtido por Le Fevre e colaboradores é mostrado em linha pontilhada magenta. O número de galáxias em cada intervalo é indicado.

especial. Na figura 4.2, a amostragem da componente da distância na direção radial, π, nos intervalos de *redshifts* z=[0.3, 0.5) e z=[1.3, 1.6] é diferente, requerendo limites de integrações diferentes. Na figura 4.3, o intervalo z=[1.3, 1.6] apresenta menor potência de correlação do que seu valor real (determinado com *redshifts* espectroscópicos). Devido à pequena dimensão angular da amostra CFHTLS-D1 é possível que a amostragem da distribuição de galáxias nos diferentes intervalos de *redshifts* considerados sofra das diferenças locais, representadas pela existência de grandes estruturas ou "voids". Como argumentado anteriormente, uma estrutura real é "espalhada" no espaço de *redshifts* fotométricos e, desta forma, sua posição relativa aos limites entre intervalos de z considerados pode afetar diferentemente a estatística de contagem de pares nesses intervalos. Dessa forma, optamos por avaliar um ajuste à distribuição dN/dz de *redshifts* fotométricos que melhor reproduzisse localmente as variações eventualmente causadas por esse efeito. Implementamos, então, um procedimento de ajuste utilizando múltiplos polinômios, cobrindo cada um, diferentes intervalos de z, garantindo-se a continuidade suave de ajustes em intervalos adjacentes. O resultado deste ajuste é mostrado na figura 4.4.

Uma visualização mais clara do efeito de se ajustar dN/dz com múltiplos polinômios pode ser obtida da figura 4.5, onde os ajustes único e múltiplo são mostrados no domínio $0.5 < z < 1.0$. O ajuste múltiplo representa mais fielmente as variações em escalas de ≈ 0.2 em z, refletindo a "diluição"no espaço de *redshifts* fotométricos de dois conjuntos de estruturas reais em $z \approx 0.62$ e $z \approx 0.89$, podendo representar um procedimento mais robusto para o cálculo da função de correlação projetada.

Utilizando o ajuste de múltiplos polinômios para gerar a amostra aleatória para a contagem de pares RR e DR, uma nova função de correlação em duas variáveis $\xi(r_p, \pi)$ foi calculada para a amostra CFHTLS-D1(ap), sendo mostrada na Figura 4.6, de modo similar à figura 4.2. É possível constatar que, com este ajuste, a função $\xi(r_p, \pi)$ para $r_p = 4.74$ apresenta comportamento mais compatível com aquela determinada fixando-se $r_p = 0.15$, ambas definindo limites de integração semelhantes.

A função de correlação projetada $w(r_p)$ resultante das integrações de $\xi(r_p, \pi)$ nos limites mostrados na Figura 4.6 são apresentadas na Figura 4.7, com os mesmos

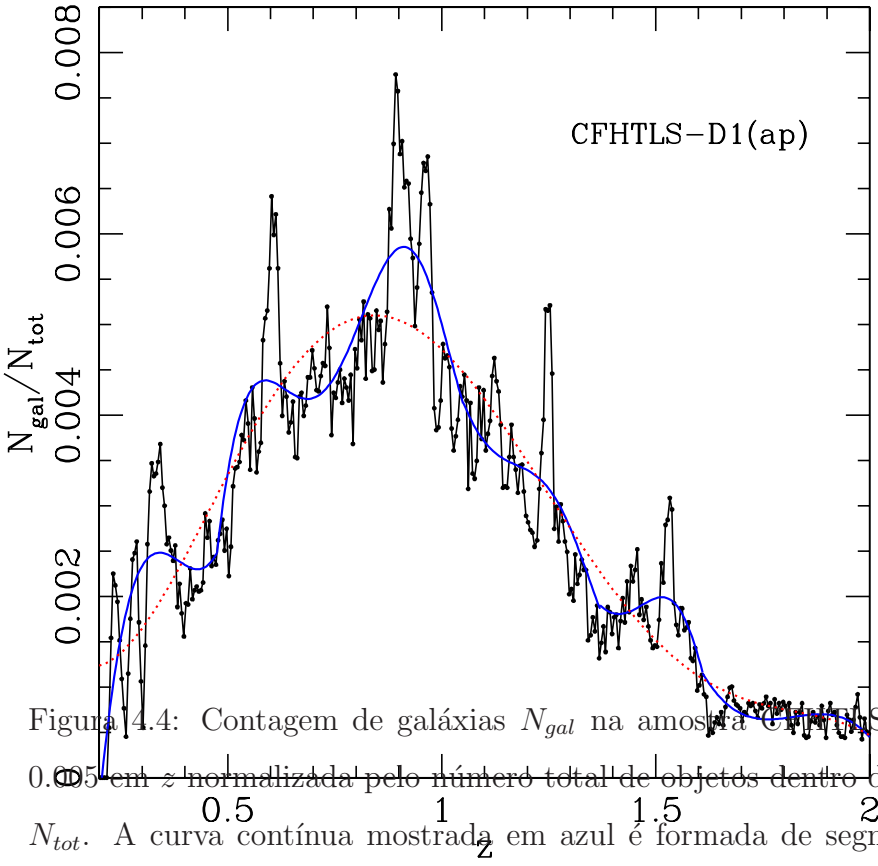

Figura 4.4: Contagem de galáxias N_{gal} na amostra CFHTLS-D1(ap) em bins de 0.005 em z normalizada pelo número total de objetos dentro dos limites de seleção N_{tot}. A curva contínua mostrada em azul é formada de segmentos em intervalos de *redshifts* $z = [0.2, 0.47), [0.47, 1.05), [1.05, 1.37), [1.37, 1.61]$ nos quais ajustes de polinômios de graus variando de 3 a 17 foram obtidos. A curva pontilhada mostrada em vermelho é o mesmo ajuste da figura 4.1

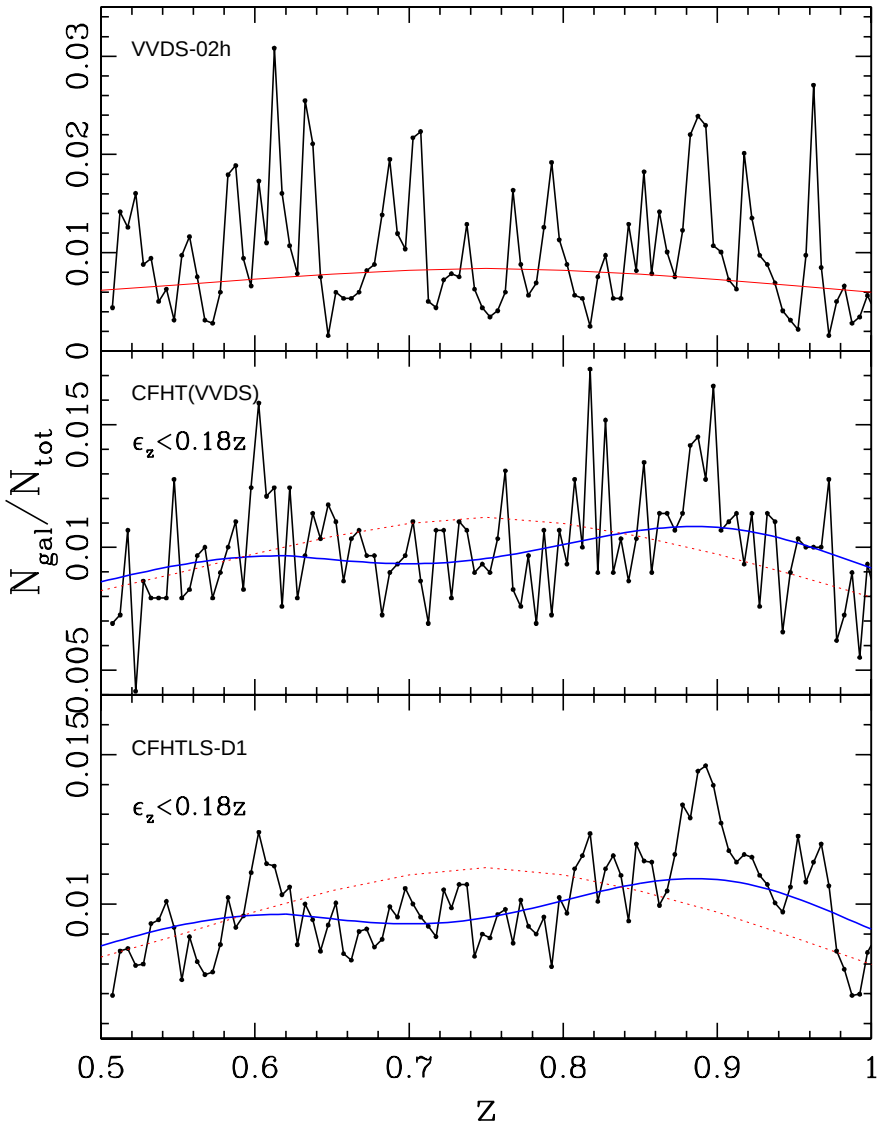

Figura 4.5: Contagem de galáxias N_{gal} normalizada pelo número total de objetos N_{tot} no intervalo $0.5 < z < 1.0$, para as amostras: espectroscópica VVDS-02h (painel superior), CFHT(VVDS) (painel intermediário) e CFHTLS-D1(ap) (painel inferior). A linha vermelha contínua no painel superior e pontilhada nos outros representa o ajuste de um único polinômio. A linha contínua azul nos painéis intermediário e inferior representa o ajuste de múltiplos polinômios.

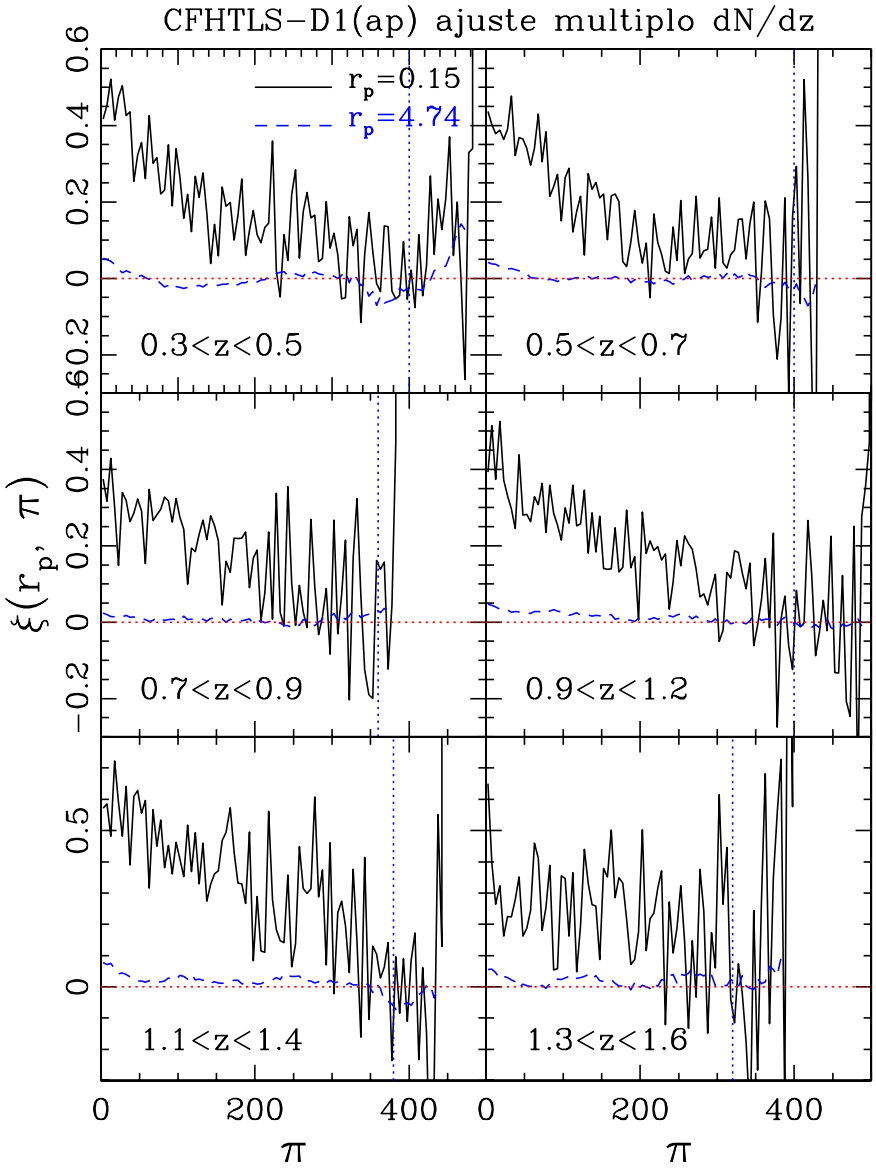

Figura 4.6: Função de correlação em duas variáveis $\xi(r_p, \pi)$, em $r_p = 0.15$ e $r_p = 4.74$, variando a componente na distância ao longo da linha de visada π, para a amostra CFHTLS-D1(ap), calculada com o ajuste de múltiplos polinômios. Cada painel se refere ao intervalo de *redshift* fotométrico nele indicado. As linhas tracejadas azuis verticais mostram o limite superior de integração utilizado em cada intervalo de *redshift* .

símbolos e definições da figura 4.3. O ponto mais importante a ser destacado é que com o ajuste de múltiplos polinômios obtém-se, no intervalo z=[1.3,1.6], uma função idêntica àquela definida com *redshifts* espectroscópicos. Isso indica que obtendo-se um ajuste de dN/dz que acompanhe o efeito da "diluição" das estruturas no espaço de *redshifts* fotométricos pode representar algum ganho no sentido de se estender o cálculo da função de correlação até maiores valores de z. As principais informaçõs relacionadas ao cálculo da função de correlação aos diferentes intervalos de *redshift* para a amostra CFHTLS-D1(ap) com ajuste de múltiplos polinômios estão mostradas na tabela A.2 no Apêndice A.

A figura 4.7 mostra um excelente acordo da função de correlação projetada $w(r_p)$ calculada com *redshifts* fotométricos com aquela determinada com *redshifts* espectroscópicos. A escala até onde $w(r_p)$ pode ser determinada varia entre $5h^{-1}Mpc$ e $9h^{-1}$Mpc, dependendo do intervalo de *redshift* . A exceção é o intervalo z=[0.3,0.5) que, como mencionado anteriormente, está sujeito às maiores incertezas por ter o menor volume examinado.

Determinamos também a função de correlação projetada para amostras do CFHTLS-D1 limitadas em magnitude absoluta nos intervalo de *redshifts* definidos acima. Como mencionado anteriormente, o procedimento de geração de pontos aleatórios, nesse caso, é realizado com homogeneidade espacial, evitando a necessidade de utilização de uma função dN/dz. A função de correlação em duas variáveis $\xi(r_p, \pi)$ é mostrada na figura 4.8, onde são indicados com linha pontilhada azul vertical os limites superiores de integração utilizados para obter a função projetada $w(r_p)$. Esta, por sua vez, é, mostrada na figura 4.9 e as principais informaçõs relacionadas ao seu cálculo nos diferentes intervalos de *redshift* estão mostradas na tabela A.3 no Apêndice A. Em ambas as figuras, as magnitudes absolutas limites em cada intervalo de *redshifts* são indicadas. Deve-se lembrar que a amostra CFHTLS-D1(ab) seleciona as galáxias mais brilhantes intrinsecamente em cada intervalo de *redshifts* , criando assim sub-amostras dos objetos mais brilhantes. Desta forma, ao se avaliar e evolução da escala de aglomeração com z, utilizando esta amostra, seu resultado pode indicar valores um pouco mais altos do que uma amostra limitada em magni-

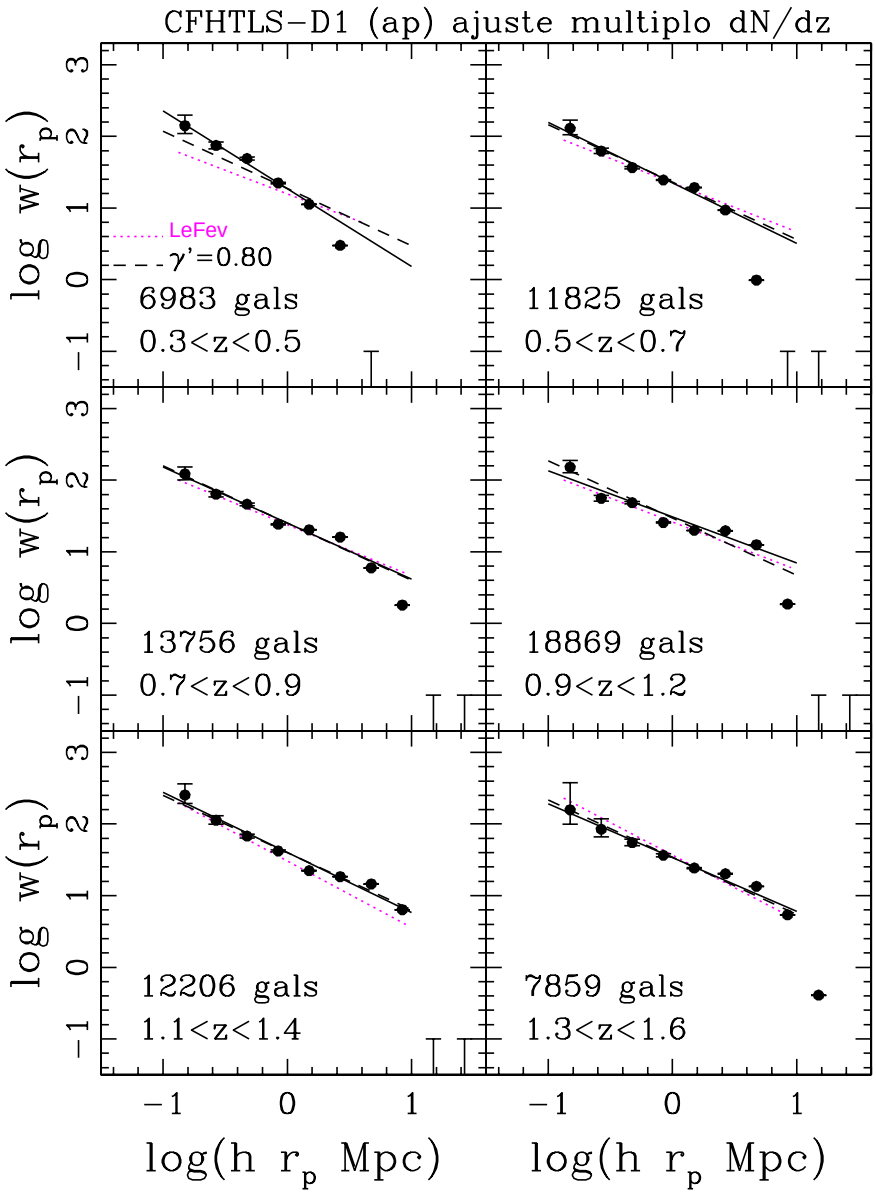

Figura 4.7: Função de correlação projetada para a amostra CFHTLS-D1(ap) em diferentes intervalos de *redshift* , indicados em cada painel. O número de galáxias em cada intervalo também é apresentado. Os pontos representam o cálculo descrito no texto. As linhas pretas contínuas são ajuste lineares por mínimos quadrados a esses pontos. As linhas pontilhadas magentas são o resultado de Le Fèvre e colaboradores para a amostra espectroscópica VVDS. As linhas pretas tracejadas são ajustes obtidos fixando-se a inclinação da função em -0.8.

tude aparente.

O grande domínio de *redshifts* aqui analisado e as questões relativas aos efeitos de seleção decorrentes da diferente amostragem de magnitudes em diferentes distâncias, indicam a necessidade de se determinar uma amostra de uma classe de objetos com mesma luminosidade no volume estudado. Em função do grande número de galáxias na amostra do CFHTLS-D1 foi possível obter uma amostra deste tipo selecionando apenas as galáxias mais brilhantes que magnitude absoluta $Mi'_{AB} = -21.25$, como mencionado no início deste capítulo. Seguindo o mesmo procedimento de determinação da função de correlação da amostra limitada em magnitude absoluta, mostramos, na figura 4.10, a função projetada em duas variávies $\xi(r_p, \pi)$ para a amostra CFHTLS-D1(-21.25), enquanto a figura 4.11 apresenta a função projetada $w(r_p)$ e as principais informaçõs relacionadas ao seu cálculo nos diferentes intervalos de *redshift* estão mostradas na tabela A.4 no Apêncice A.

Comparativamente ao caso da amostra limitada em magnitude aparente CFHTLS-D1(ap), que para valores menores de z gradativamente inclui galáxias com menores luminosidades, em z menores a amostra CFHTLS-D1(-21.25) seleciona objetos mais brilhantes. Este efeito pode ser notado pela diferença do valor de $w(r_p)$ em $r_p = 1.0h^{-1}$Mpc, nestes dois tipos de amostras, comparado ao mesmo valor no ajuste de Le Fev e colaboradores para a amostra limitada em magnitude aparente, especialmente nos intervalos de *redshifts* z=[0.3,0.6) e [0.5,0.7). Como $w(1.0h^{-1}\text{Mpc})$ pode ser tomado como uma medida relativa da escala de aglomeração, um maior valor indica que a amostra é mais aglutinada. Este é o caso da amostra CFHTLS-D1(-21.25), o que é esperado já que ela seleciona as galáxias de maior brilho absoluto.

Entretanto, é necessário considerar ainda mais um possível efeito de evolução que resulta na diminuição de luminosidade, com o passar do tempo, das galáxias com formação estelar essencialmente terminada. Como uma aproximação deste efeito consideramos os resultados mostrados na figura 9 de Ilbert et al (2005), num trabalho que analisa a evolução da função de luminosidade da amostra VVDS. Nela é possível inferir que a diferença de magnitudes absolutas MI na banda I e seu valor em $z \approx 0.1$, MI (z=0.1) é dado por

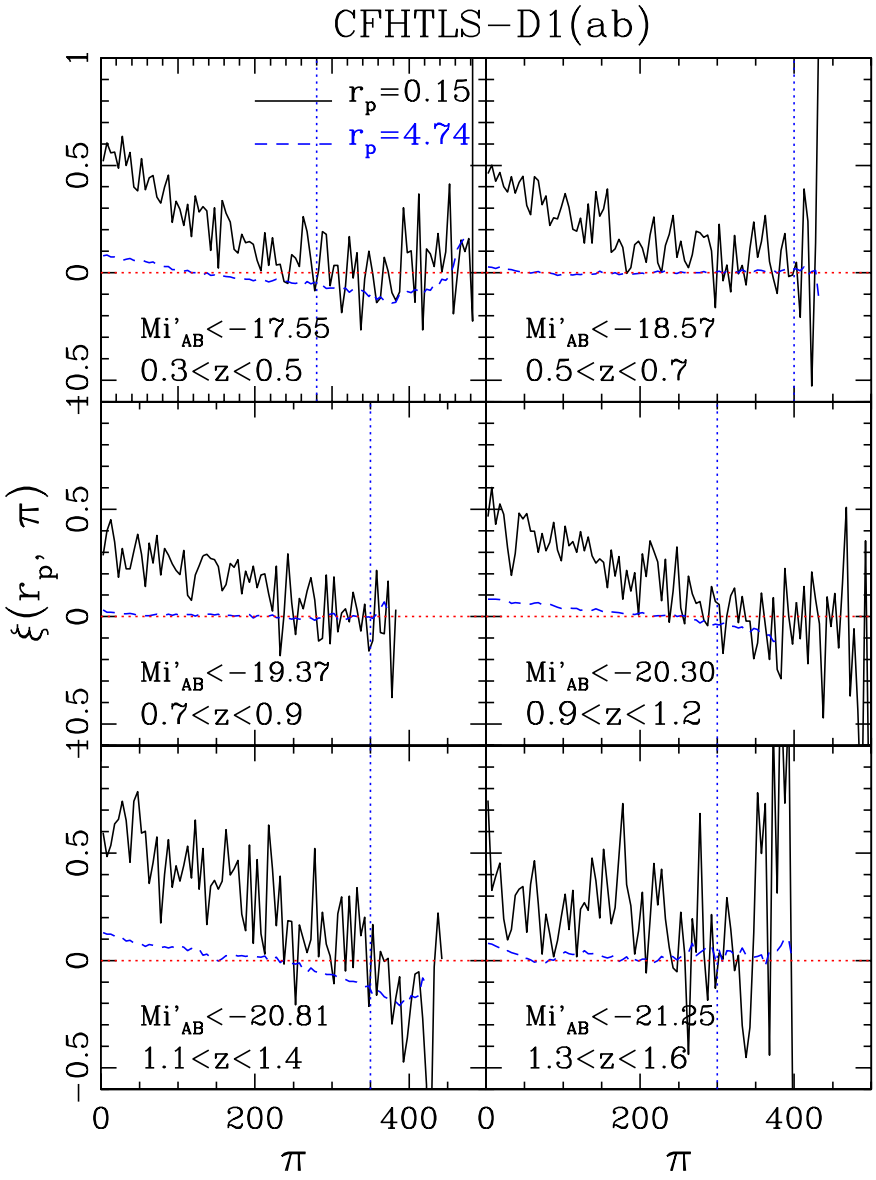

Figura 4.8: Função de correlação em duas variáveis $\xi(r_p, \pi)$, em $r_p = 0.15$ e $r_p = 4.74$, para a amostra CFHTLS-D1(ab)em diferentes intervalos de *redshifts* , limitada nas magnitudes absolutas, indicadas em cada painel. As linhas pontilhadas azuis verticais mostram os limites superiores escolhidos para integração desta função.

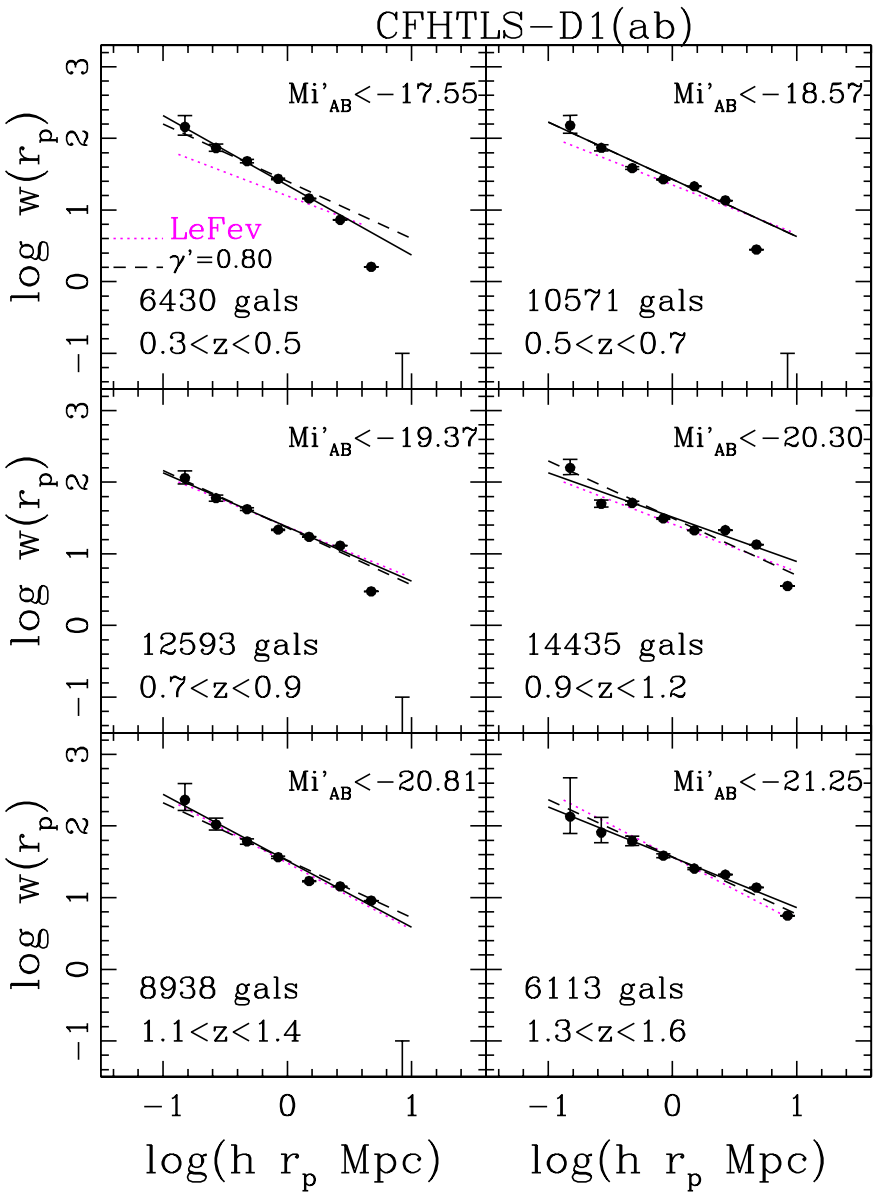

Figura 4.9: Função de correlação projetada $w(r_p)$ para a amostra CFHTLS-D1(ap) em diferentes intervalos de *redshift* , indicados em cada painel. O número de galáxias em cada intervalo também é apresentado. Os pontos representam o cálculo descrito no texto. As linhas pretas contínuas são ajuste lineares por mínimos quadrados a esses pontos. As linhas pontilhadas magentas são o resultado de Le Fèvre e colaboradores para a amostra espectroscópica VVDS. As linhas pretas tracejas são ajustes obtidos fixando-se a inclinação da função em -0.8.

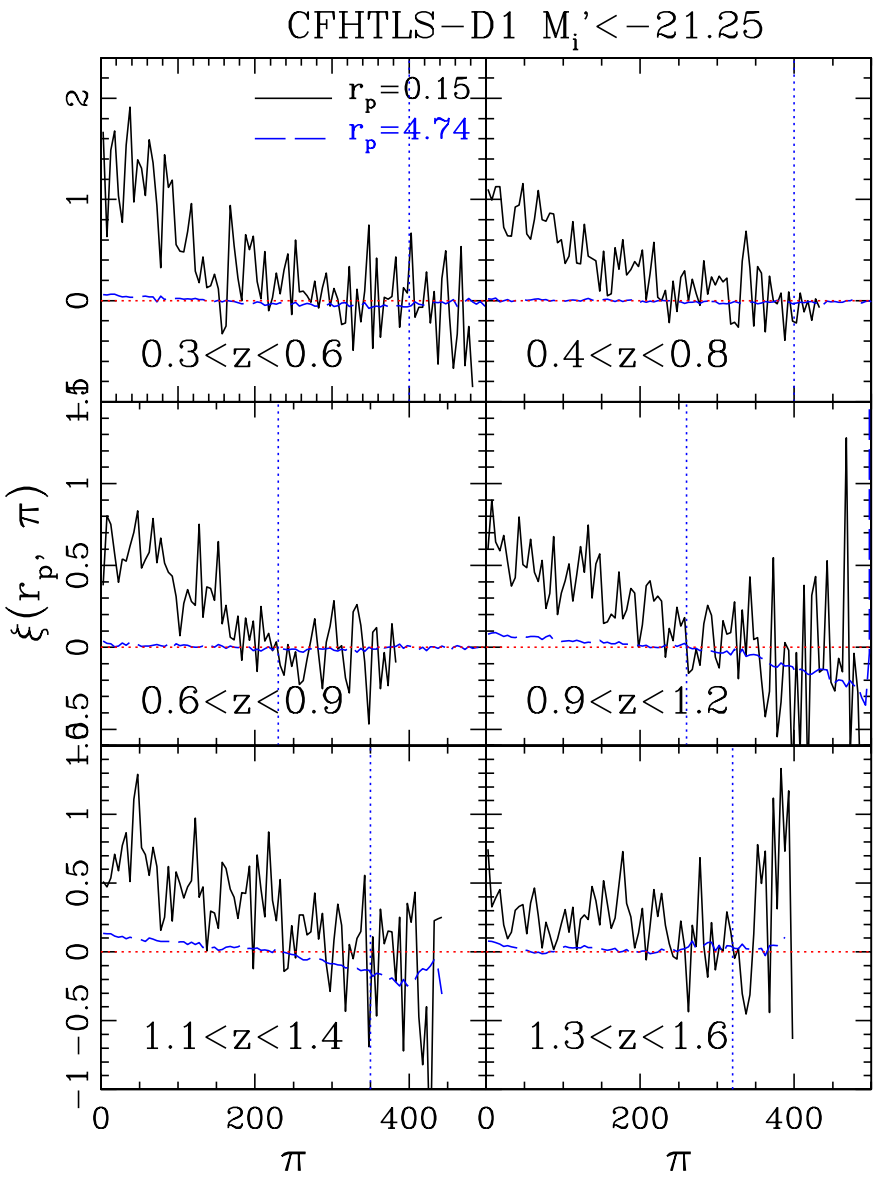

Figura 4.10: Função de correlação projetada em duas variáveis $\xi(r_p, \pi)$, em $r_p = 0.15$ e $r_p = 4.74$, para a amostra CFHTLS-D1(-21.25) em diferentes intervalos de *redshift* , indicados em cada painel. As linhas pontilhadas azuis verticais mostram os limites escolhidos para integração desta função.

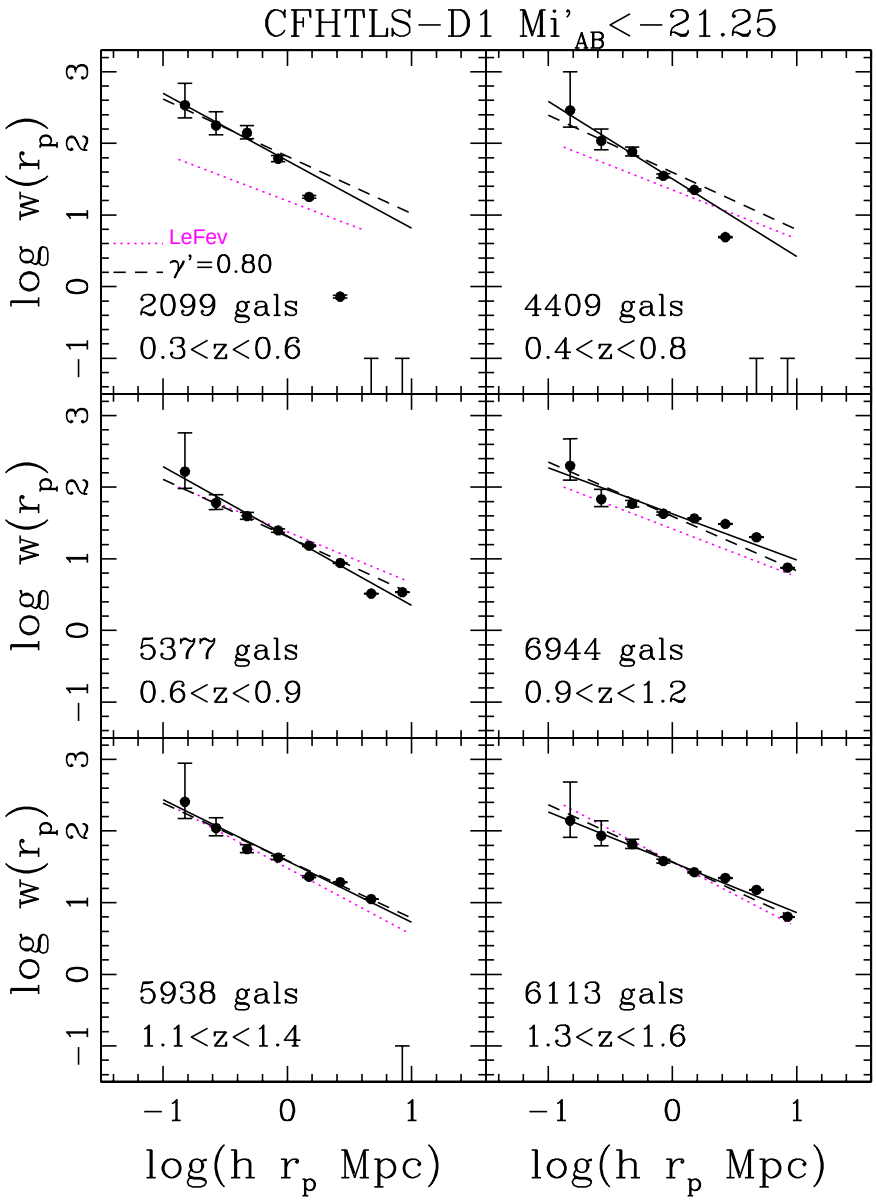

Figura 4.11: Função de correlação projetada $w(r_p)$ para a amostra CFHTLS-D1(-21.25) em diferentes intervalos de *redshift* , indicados em cada painel. O número de galáxias em cada intervalo também é apresentado. Os pontos representam o cálculo descrito no texto. As linhas pretas contínuas são ajuste lineares por mínimos quadrados a esses pontos. As linhas pontilhadas magentas são o resultado de Le Fèvre e colaboradores para a amostra espectroscópica VVDS. As linhas pretas tracejas são ajustes obtidos fixando-se a inclinação da função em -0.8.

$$MI - MI(z = 0.1) = -0.71z - 0.07 \tag{4.2}$$

Como banda i' é bastante próxima da banda I, consideramos que a mesma evolução de luminosidade possa ter ocorrido nas galáxias da amostra CFHTLS-D1(-21.25) e recalculamos a função de correlação para esta amostra levando em conta este efeito. A título de comparação com amostras locais, esta evolução leva o limite $Mi'_{AB} = -21.25$ em z=1.6 ao valor $Mi'_{AB} = -20.04$ em $z \approx 0$. A tabela 1 de Ilbert et al (2005) também mostra que a magnitude absoluta característica da função de luminosidade na banda I em $z \approx 0.1$ é MI*=-21.8 (h=0.75). Com a pequena diferença (0.07) entre as magnitudes na bandas i' e I isto significa que a amostra CFHTLS-D1(-21.25) seleciona objetos bastante representativos da distribuição de luminosidade das galáxias, incluindo objetos quase 2 magnitudes mais fracos que a magnitude absoluta característica.

A função projetada em duas variáveis $\xi(r_p, \pi)$ com seus limites de integração e a resultante função projetada $w(r_p)$ para a amostra CFHTLS-D1(-21.25), corrigidas do efeito de evolução de luminosidade, são mostradas respectivamente nas figuras 4.12 e 4.13. As principais informações relacionadas ao cálculo da função de correlação aos diferentes intervalos de *redshift* para a amostra CFHTLS-D1(-21.25), corrigida da evolução de luminosidade, estão mostradas na tabela A.5 no Apêncice A. Uma comparação da figura 4.13 com a figura 4.11 mostra pouca diferença, sendo a mais perceptível no intervalo z=[0.3,0.6) com a diminuição da escala de correlação $w(r_p = 1.0h^{-1}\text{Mpc})$ para a amostra corrigida de evolução de luminosidade. Esse efeito é esperado já que a correção leva o limite de magnitude neste intervalo de *redshifts* a $Mi' = -20.04$, incluindo mais galáxias menos luminosas e menos aglomeradas, comparativamente à amostra sem correção de evolução de luminosidade.

Utilizando, para cada intervalo de *redshift*, os ajustes com inclinação constante $\gamma' = 0.8$ mostrados na figura 2.4 para a amostra VVDS-02h(ap), na figura 4.7 para a amostra CFHTLS-D1(ap), na figura 4.9 para a amostra CFHTLS-D1(ab) e a equação (2.9), determinamos a escala de correlação espacial r_0 para essas amostras em função de z. Este resultado é mostrado na Figura 4.14 para a amostra CFHTLS-

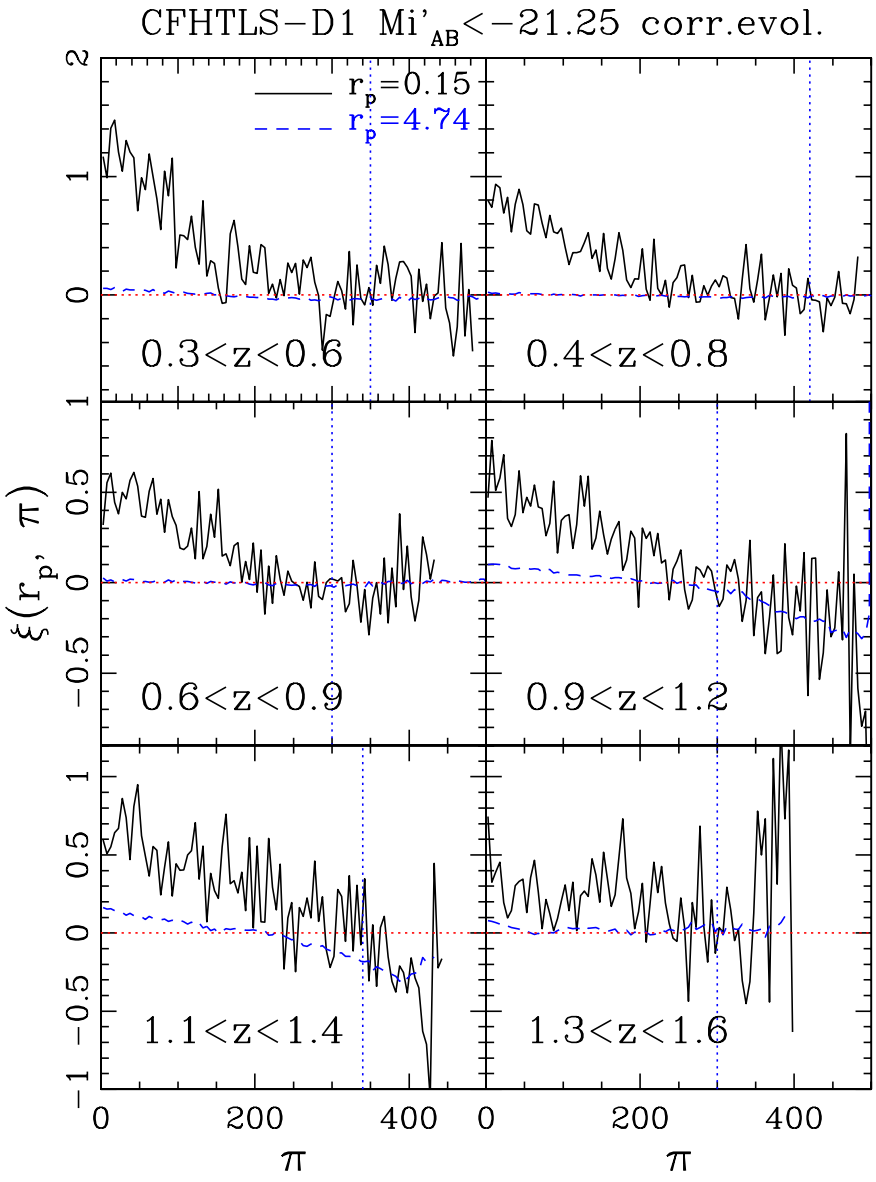

Figura 4.12: Função de correlação projetada em duas variáveis $\xi(r_p, \pi)$, em $r_p = 0.15$ e $r_p = 4.74$, para a amostra CFHTLS-D1(-21.25), corrigida de evolução de luminosidade, em diferentes intervalos de *redshifts*, indicados em cada painel.

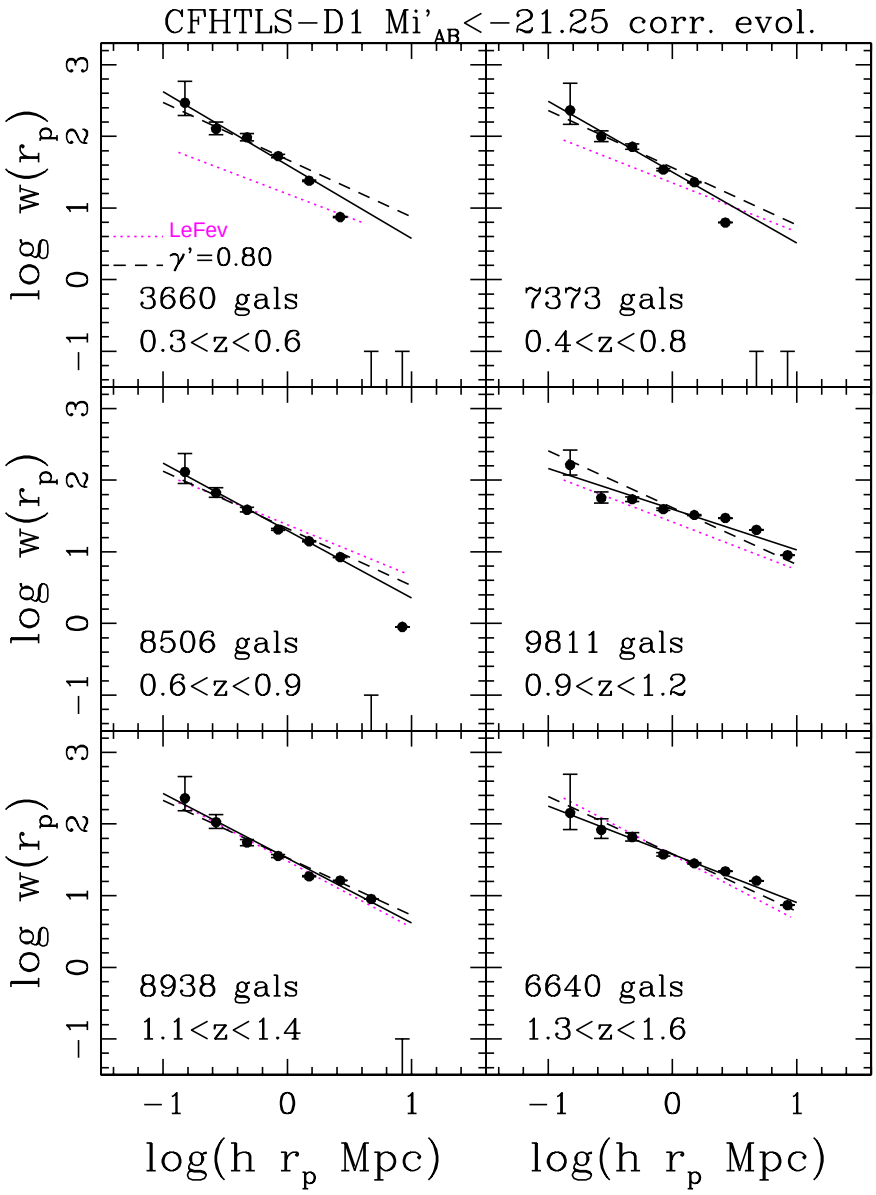

Figura 4.13: Função de correlação projetada $w(r_p)$ para a amostra CFHTLS-D1(-21.25) em diferentes intervalos de *redshifts*, indicados em cada painel. O número de galáxias em cada intervalo também é apresentado. Os pontos representam o cálculo descrito no texto. As linhas pretas contínuas são ajuste lineares por mínimos quadrados a esses pontos. As linhas pontilhadas magentas são o resultado de Le Fèvre e colaboradores para a amostra espectroscópica VVDS. As linhas pretas tracejas são ajustes obtidos fixando-se a inclinação da função em -0.8.

D1(ap) e para a amostra CFHTLS-D1(ab). Na figura também é mostrada nossa determinação da evolução de $r-0$ com z para a amostra VVDS-02h(ap) e, para comparação, o resultados de Le Fèvre e colaboradores para esta mesma amostra. Todos os resultados concordam com a diminuição da escala de correlação para *redshifts* menores. Como mencionado anteriormente, a amostra limitada em magnitude absoluta apresenta, em média, valor maior da escala de correlação por incluir objetos de maior luminosidade.

Embora Le Fevre e colaboradores descrevam o resultado por eles obtido como r_0 tendo um valor aproximadamente constante $\approx 2.8h^{-1}$ Mpc até $z \approx 1$ crescendo, a partir daí até um valor $\approx 3.6h^{-1}$Mpc em $z \approx 1.5$, uma descrição mais apropriada parece ser de uma evolução quase linear de no domínio z=[0.4-1.5] de $r_0 \approx 2.5h^{-1}$Mpc a $r_0 \approx 3.6h^{-1}$ Mpc.

O mesmo resultado é encontrado examinando-se a variação do valor da função projetada $w(r_p)$ em $r_p = 1h^{-1}$ Mpc, em função do *redshift* , como mostrado na figura 4.15 para as amostras VVDS-02h(ap), CFHTLS-D1(ap) e CFHTLS-D1(ab).

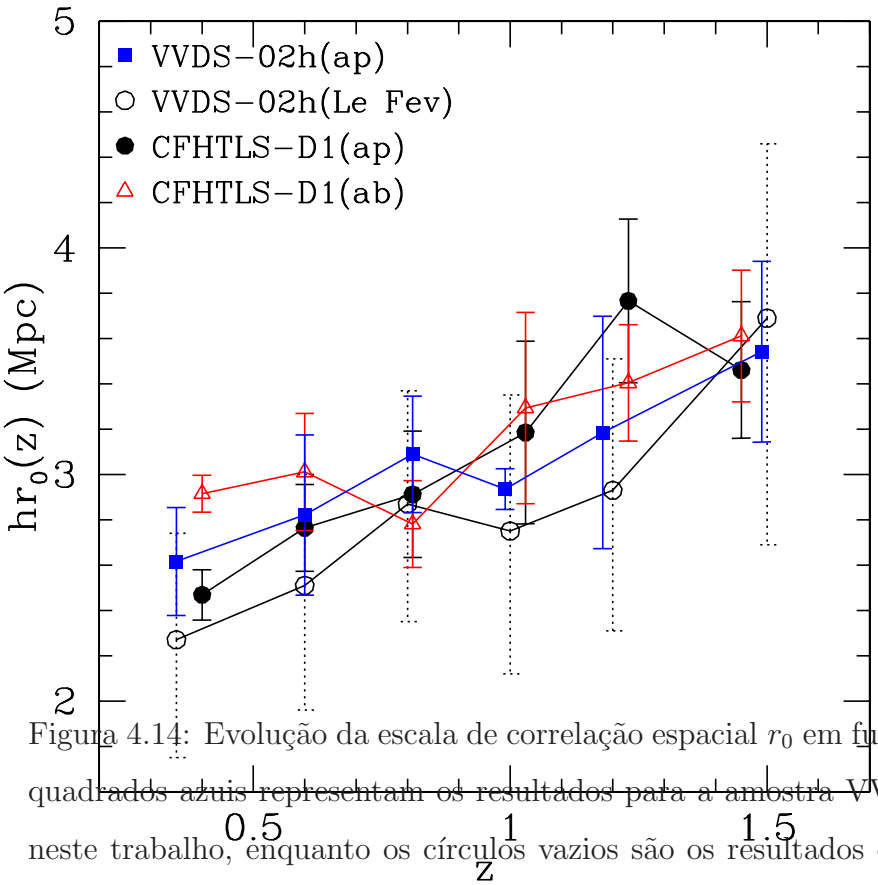

Figura 4.14: Evolução da escala de correlação espacial r_0 em função do *redshifts*. Os quadrados azuis representam os resultados para a amostra VVDS-02h(ap) obtidos neste trabalho, enquanto os círculos vazios são os resultados de Le Fevre e colaboradores. Os círculos cheios representam a amostra CFHTLS-D1(ap), enquanto triângulos vazios representam amsotra CFHTLS-D1(ab).

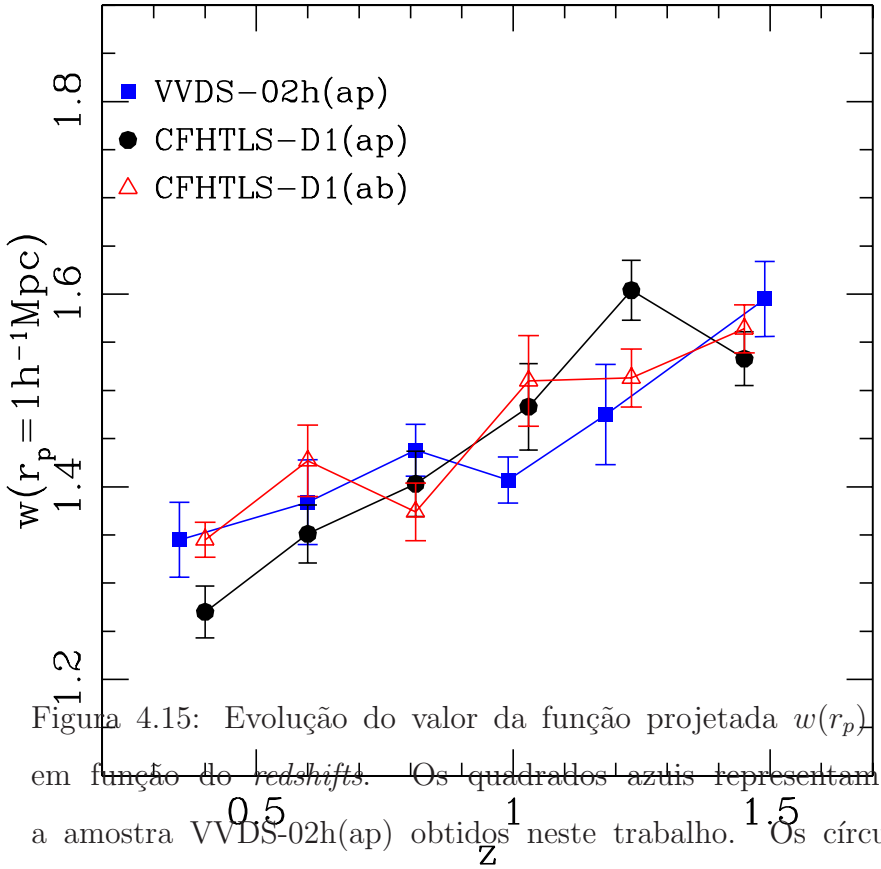

Figura 4.15: Evolução do valor da função projetada $w(r_p)$ em $r_p = 1h^{-1}$ Mpc em função do *redshifts*. Os quadrados azuis representam os resultados para a amostra VVDS-02h(ap) obtidos neste trabalho. Os círculos cheios representam a amostra CFHTLS-D1(ap), enquanto triângulos vazios representam amsotra CFHTLS-D1(ab).

Capítulo 5

Discussão e Conclusões

Neste trabalho, procuramos determinar funções de correlação de galáxias, assim como sua evolução, utllizando os dados da amostra D1 do CFHTLS, onde os indicadores de distâncias são *redshifts* fotométricos, obtidos com o código LE PHARE. Embora cobrindo uma pequena área angular do céu ($\approx 0.8(^\circ)^2$), a profundidade alcançada com o limite de magnitude aparente $i'_{AB} = 25.0$ mag (garantindo completeza) permitiu a análise da função de correlação até $z \approx 1.6$. Utilizando amostras definidas com limites em magnitude aparente e magnitude absoluta, obtivemos as funções desejadas e determinamos sua inclinação e escala de correlação no domínio z=[0.3,1.6]. Da amostra total da área CFHTLS-D1, com cerca de 522000 galáxias, as amostras de trabalho definidas nos domínios de *redshifts*, e magnitudes totalizaram cerca de 40000 a 70000 objetos. Os resultados obtidos no capítulo anterior mostraram diversos aspectos que são aqui brevemente discutidos.

Primeiramente deve-se mencionar que o pequeno ângulo sólido da amostra a caracteriza como uma mapeamento tipo *pencil beam*. Não é de se esperar, portanto, que a função de correlação tenha sua determinação confiável até escalas espaciais muito grandes. De fato, a maior dimensão atingida na determinação da função de correlação foi de $5 - 9\mathrm{h}^{-1}\mathrm{Mpc}$, dependendo do intervalo de *redshift* analisado. Valores similares limitaram a análise apresentada por Le Fevre e colaboradores para a região VVDS-02h, cobrindo uma área ligeiramente inferior. Devido à pequena área aqui analisada, não se pode descartar efeitos de variação cósmica sobre os resultados

obtidos.

Uma questão primordial na utilização de *redshifts* fotométricos está associada aos altos erros envolvidos em suas determinações. A "diluição" de estruturas reais no espaço de *redshifts* fotométricos implica na transferência de potência de pequenas para grandes escalas, como mostrado na figura 3.8. Isto se traduz, na prática, nos perfis de $\xi(r_p, \pi)$ em função da distância na linha de visada π, estendendo-se com valores positivos até $400h^{-1}$ Mpc em alguns intervalos de *redshifts*. Mesmo com essa limitações, para esta amostra cobrindo uma região do céu $< 1(^\circ)^2$, a função de correlação pode ser avaliada com confiança até escalas $5 - 9h^{-1}$ Mpc, assim como determinada sua evolução até $z \approx 1.6$. Esta é uma das principais conclusões deste trabalho.

Pode-se, portando, avaliar como viável a utilização de *redshifts* fotométricos para analisar, em futuro próximo, os dados de mapeamentos fotométricos, como os provenientes de áreas mais extensas como no Dark Energy Survey com $\approx 5000(^\circ)^2$ de céu com profundidade $z \approx 1.4$. Estudos estatísticos em escalas até pelo menos $10h^{-1}$ Mpc poderão ser realizadas, cobrindo a escala de aglomerados de galáxias. A avaliação da adequação dos *redshifts* fotométricos para analisar escalas maiores, e verificar efeitos como os produzidos pela oscilação acústica de bárions em escla $\approx 120h^{-1}$ Mpc só pode ser feita atualmente utilizando simulações numéricas.

Para o cálculo da função de correlação de amostras com efeitos de seleção na magnitude, como as limitadas em magnitude aparente, procuramos avaliar se a caracterização mais fiel das variações na distribuição radial de galáxias, dN/dz, resulta em um ganho significativo para a medida da escala de correlação. Este ganho, embora pequeno, no caso da amostra CFHTLS-D1 representou a possibilidade de se estender o cálculo da função de correlação de forma mais confiável até distâncias um pouco maiores ($z > 1.3$) como mostrado na figura 4.7.

A análise dos parâmetros da função de correlação em diferentes *redshifts* permitiu reproduzir a evolução temporal da escala de aglomeração r_0 obtida pela amostra VVDS-02h, uma das mais fundas amostras espectroscópicas disponíveis atualmente. Os resultados obtidos neste trabalho (figura 4.15) mostraram que, para uma amostra

limitada em magnitude aparente, $i'_{AB} < 25.0$, a escala de correlação decresce de $r_0 \approx 3.6h^{-1}$ Mpc em $z \approx 1.5$ para $r_0 \approx 2.5h^{-1}Mpc$ em $z \approx 0.4$, de uma forma essencialmente linear.

Deve-se lembrar, entretanto, que o esperado da evolução de estruturas na aglutinação hierárquica de matéria escura é o aumento da escala de aglomeração com o passar do tempo. Entretanto, simulações numéricas incluindo a formação de galáxias (ex. Weinberg et al. (2004), fig. 5) prevêem um valor de $r_0 \approx 5h^{-1}$ Mpc em z=4, decrescendo para $r_0 \approx 3h^{-1}$ Mpc em z=1.5, tornando a aumentar até $r_0 \approx 4h-1$ Mpc em z=0. O resultado da figura 4.14 não corresponde a esta previsão, ou pelo menos indica que a escala de correlação atinge o mínimo em *redshifts* menores, $z \approx 0.8$. Entretanto, deve-se ressaltar que as amostras representadas na figura 4.14 sofrem do efeito de seleção de luminosidade, já que contêm diferentes domínios de brilho intrínseco nos distintos intervalos de *redshift* . Este fato pode ser constatado verificando-se as colunas 4 das Tabelas A.1, A.2 e A.3 que mostram as magnitudes absolutas médias em cada intervalo de *redshift* considerado.

Duas possíveis interpretações para a diminuição da escala de correlação com o decréscimo de z podem ser levantadas. A primeira é que o número crescente de galáxias de menor brilho intrínseco e menos aglutinadas, em menores *redshifts* , seja responsável pelo decréscimo da escala de correlação. A segunda é que pode existir uma forte evolução de um viés de seleção entre matéria escura e galáxias, tornando a correlação das galáxias bastante diferente daquela da matéria escura.

Uma forma de discriminar essas alternativas é utilizar uma amostra representativa de uma classe de luminosidade como a amostra CFHTLS-D1(-21.25). Esta amostra, em princípio, sem efeitos de seleção de luminosidade, não sofre da contaminação descrita na primeira interpretação, mencionada acima. O resultado mostrando a evolução da escala de correlação r_0 com *redshift* para ela é apresentado na figura 5.1, tanto para o caso sem correção da evolução de luminosidade, como considerando tal efeito. A amostra CFHTLS0-D1(ap) também é apresentada da mesma forma que na figura 4.14. O valor da escala de correlação para uma amostra do SSDS que inclui objetos mais brilhantes que Mr=-19.5 (tabela 2 de Zehavi et al.

2005) é mostrado para uma referência em z=0. Levando em conta uma diferença média entre magnitudes das galáxias nos sistemas r e i' de $\approx 0.4 - 0.5$, o limite Mr=-19.5 equivale a $\approx Mi'_{AB} = -20.0$, que, como mencionado anteriormente, corresponde à magnitude limite $Mi'_{AB} = -21.25$ evoluída em luminosidade até $z \approx 0$.

O resultado análogo, mostrando a variação do valor de $w(r_p)$ em $r_p = 1h^{-1}$ Mpc em função do redshift é mostrado na figura 5.2.

De z=1.5 a z=0.8, a semelhança da evolução da escala de correlação da amostra limitada em magnitude absoluta com a limitada em magnitude aparente mostra que, nesse intervalo de *redshifts*, tal evolução independe da magnitude e seu decréscimo deve refletir uma diferença entre galáxias e matéria escura. Este viés é apontado por Le Fevre e colaboradores no seu estudo da amostra espectroscópica VVDS-02h para explicar o decréscimo de r_0 com z. De fato, espera-se que as galáxias se formem numa taxa proporcional ao contraste de densidade da matéria escura. Desta forma, este resultado pode ser interpretado como um processo onde as galáxias em $z \approx 1.5$ estão se formando (com maior eficiência) nos picos da distribuição de matéria escura, sendo portanto mais aglutinadas. Por outro lado, a formação de galáxias, em regiões de menor densidade na distribuição de matéria escura, produzindo, portanto, objetos menos aglutinados, ocorre posteriormente, em valores menores de z, devido à menor eficiência do processo. Além disso, pode-se concluir também que a escala de correlação depende pouco da evolução de luminosidade para $z > 0.8$.

A situação, entretanto, é diferente para *redshifts* menores: para $z < 0.8$, a diferença entre as amostras cresce consideravelmente, com a amostra limitada em magnitude absoluta intensificando sua aglomeração. Em particular, deve ser notada que a tendência dos resultados na direção de menores valores de *redshift* para a amostra CFHTLS-D1(-21.25) (especialmente se corrigida de evolução de luminosidade) é coerente com o valor obtido para o SSDS por Zehavi et al. (2005). Além disso, a diferença entre as amostras aqui estudadas é compatível com o fato de a amostra CFHTLS-D1(-21.25) representar uma classe de objetos mais brilhantes. Grande parte destes objetos provavelmente constituem galáxias de aglomerados, o que pode justificar sua crescente escala de correlação para *redshifts* mais baixos.

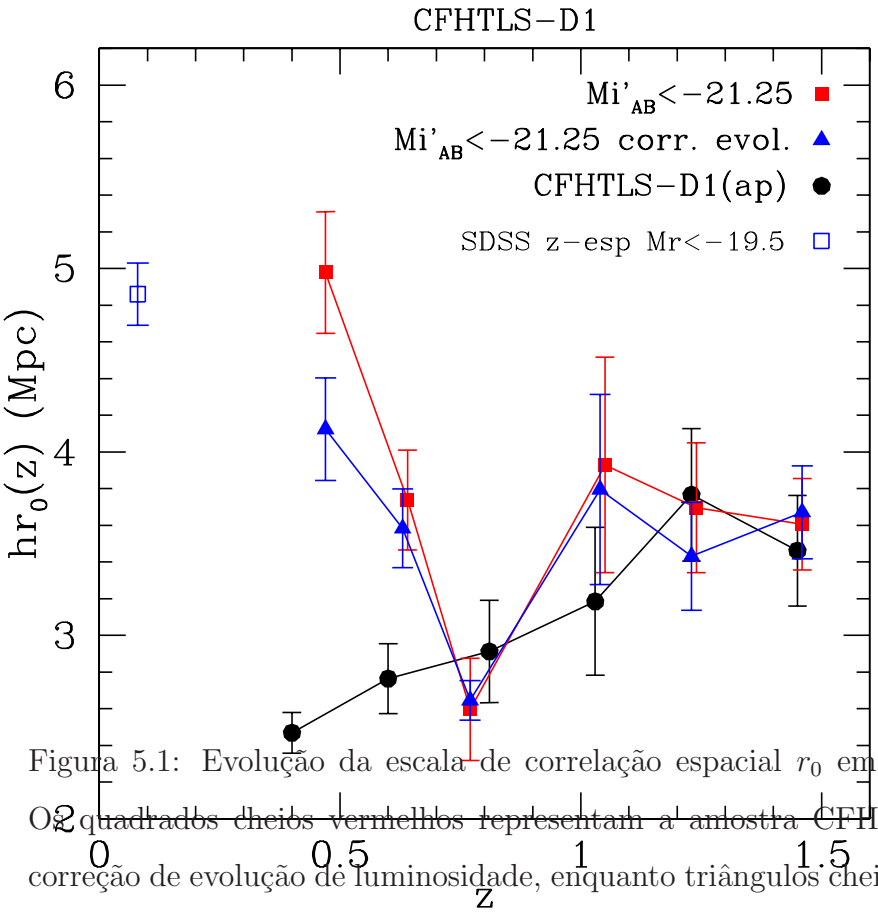

Figura 5.1: Evolução da escala de correlação espacial r_0 em função do *redshifts*. Os quadrados cheios vermelhos representam a amostra CFHTLS-D1(-21.25) sem correção de evolução de luminosidade, enquanto triângulos cheios azuis representam esta amostra com tal correção. A amostra CFHTLS-D1(ap) é representada com círculos cheios. O quadrado vazio representa a valor estimado por Zehavi et al. (2005) para uma amostra nais brilhante que Mr=-19.5 do SDSS.

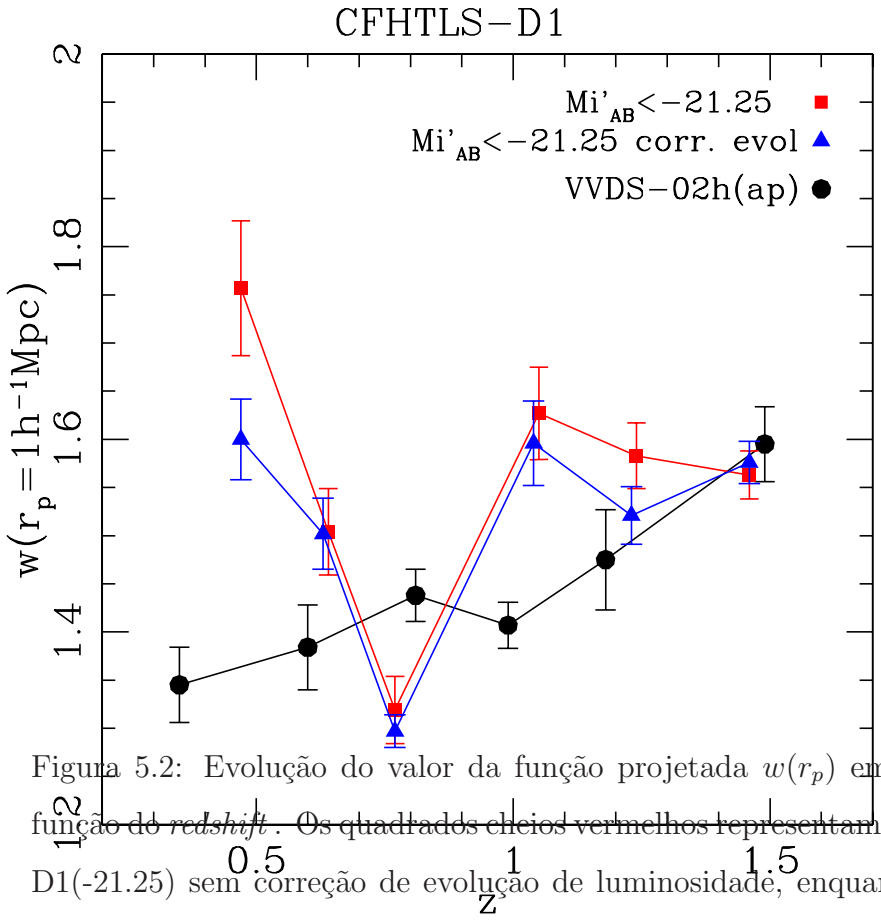

Figura 5.2: Evolução do valor da função projetada $w(r_p)$ em $r_p = 1h^{-1}Mpc$ em função do *redshift*. Os quadrados cheios vermelhos representam a amostra CFHTLS-D1(-21.25) sem correção de evolução de luminosidade, enquanto triângulos cheios azuis representam esta amostra com tal correção. A amostra CFHTLS-D1(ap) é representada com círculos cheios.

De fato, esta interpretação é corroborada pela figura 5.3, que mostra a fração de galáxias elípticas em cada intervalo de *redshift* para as amostras CFHTLS-D1(-21.25) corrigida da evolução de luminosidade e CFHTLS-D1(ap). A classificação de uma galáxia como elíptica foi feita com base nos dados do CFHT Legacy Survey, onde uma classe morfológica é atribuída a um objeto tendo em vista o melhor ajuste de uma SED de um determinado tipo morfológico às suas cores. A figura indica de modo bastante claro que a amostra CFHTLS-D1(-21.25) corrigida da evolução de luminosidade, com 30% de elípticas em $z \approx 0$, representa galáxias que em seu processo de formação constituíram os aglomerados, enquanto a amostra CFHTLS-D1(ap)pode ser caracterizada como representativa da totalidade de galáxias, com $\approx$ 10% de elípticas.

Para completar esta discussão, mostramos na figura 5.4 a evolução da inclinação da função de correlação onde os valores de γ' da expressão 4.1 são apresentados em função do *redshift* para a amostra CFHTLS-D1(-21.25) e sua similar, corrigida de evolução de luminosidade. Esta figura mostra a tendência da função de correlação de mudar o perfil de aglutinação com z, para esta amostra de objetos maior luminosidade, tornando-o mais inclinado com o passar do tempo. Resultado semelhante foi encontrados por Le Fevre e colaboradores na amostra VVDS-02h indicando uma variação da inclinação da função de correlação espacial de $\gamma = 1.67$ em $z \approx 0.3$ a $\gamma = 1.96$ em $z \approx 1.2$. Deve-se mencionar que resultados de simulações numéricas (ex. Weinberg et al. (2004)) prevêem uma variação de apenas 0.15 neste domínio de *redshifts*, representando um aparente desacordo entre teoria e observação. Entretanto, a crescente inclinação da função de correlação para *redshifts* menores é compatível com a crescente fração de elípticas constatada na amostra CFHTLS-D1(-21.25), como mostrado na figura 5.3.

Todos os resultados encontrados neste trabalho mostram o potencial dos *redshifts* fotométricos para quantificar a aglomeração de galáxias e realizar estudos da evolução de estruturas em escalas até $10h^{-1}Mpc$, podendo constituir uma ferramenta importante para analisar as grandes bases de dados fotométricos que estarão disponíveis nos próximos anos.

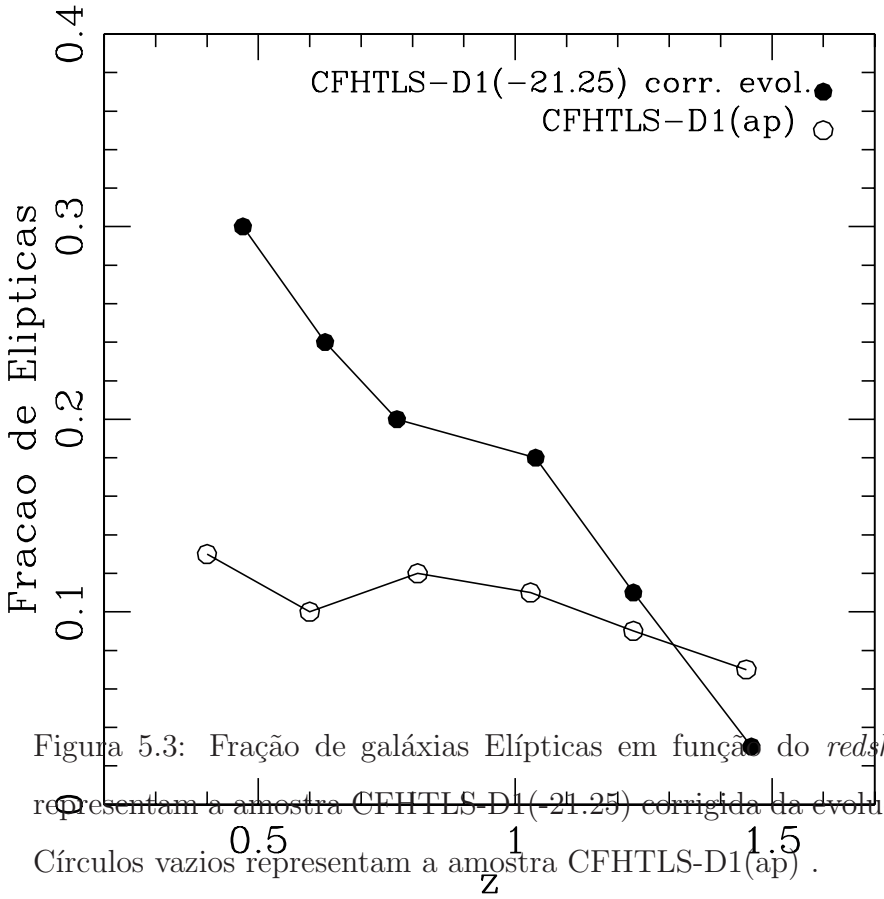

Figura 5.3: Fração de galáxias Elípticas em função do *redshift* . Pontos pretos representam a amostra CFHTLS-D1(-21.25) corrigida da evolução de luminosidade. Círculos vazios representam a amostra CFHTLS-D1(ap) .

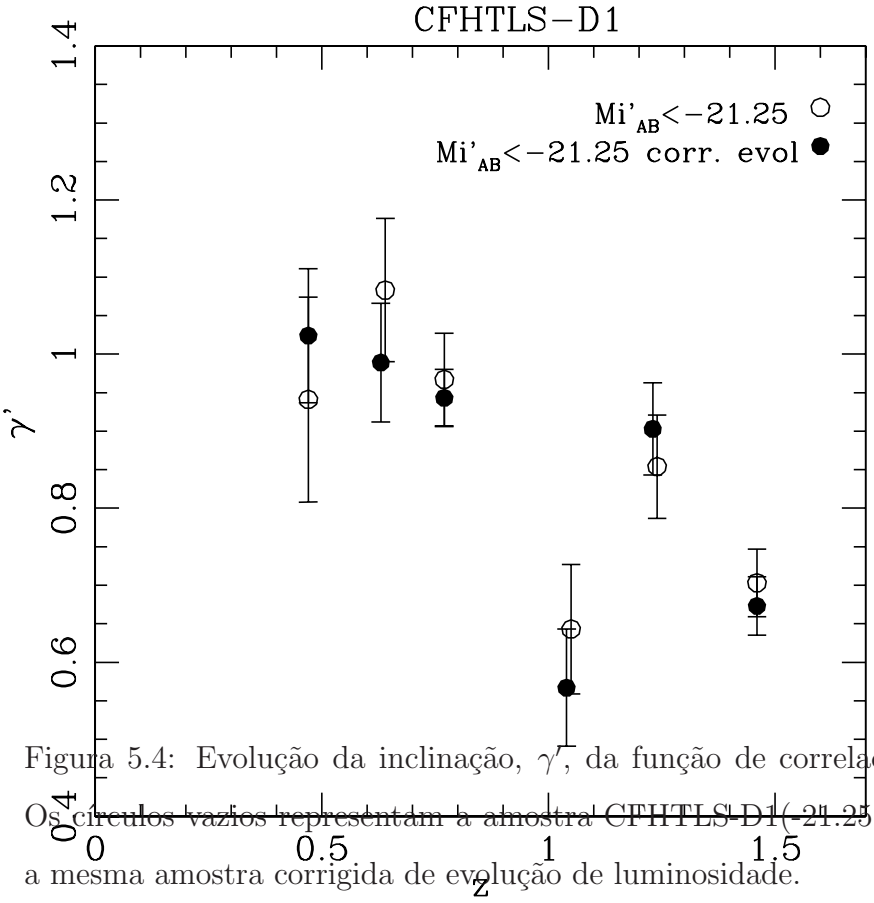

Figura 5.4: Evolução da inclinação, γ', da função de correlação projetada $w(r_p)$. Os círculos vazios representam a amostra CFHTLS-D1(-21.25) e os círculos cheios a mesma amostra corrigida de evolução de luminosidade.

Finalmente ressaltamos que uma continuidade natural e imediata deste trabalho inclui primeiramete um refinamento da estimativa de erros na determinação das funções de correlação $w(r_p)$ através de uma estatística proveniente de várias realizações de amostras aleatórias. Pretendemos também estender esta análise avaliando a evolução (em z) da dependência da função de correlação com a luminosidade e do viés galáxia - matéria escura. Os códigos utilizados neste trabalho, e os que serão desenvolvidos em continuidade, constituirão uma ferramenta integrada ao portal DES-Brazil para a análise de funções de correlação. A disponibilidade de medidas de cores e estimativas de classes espectrais nos dados do CFHT Legacy Survey permite também a determinação de funções de correlação para diferentes classes de galáxias como Elípticas, Espirais, Irregulares e *Starbursts*.

É também evidente o interesse de realizar a mesma análise com as outras áreas do CFHT Legacy Survey. Além disso, existem disponíveis os dados do Deep Public Survey (www.eso.org/sci/activities/projects/eis/old_eis/eis_rel/dps/dps_rel.html) em diferentes áreas do céu, de cerca de $1(^{\circ})^2$, até profundidade semelhante. Um estudo utilizando este material pode contribuir para a obtenção de resultados mais robustos e uma avaliação dos efeitos da variação cósmica sobre a determinação da função de correlação e dos parâmetros dela derivados.

Bibliografia

Annis, J., et al. 2005a, ArXiv Astrophysics e-prints, arXiv:astro-ph/0510195

Annis, J., et al. 2005b, ArXiv Astrophysics e-prints, arXiv:astro-ph/0510194

Arnouts, S., Cristiani, S., Moscardini, L., Matarrese, S., Lucchin, F., Fontana, A., & Giallongo, E. 1999, MNRAS, 310, 540

Banerji, M., Abdalla, F. B., Lahav, O., & Lin, H. 2007, ArXiv e-prints, 711, arXiv:0711.1059

Benoist, C., Maurogordato, S., da Costa, L. N., Cappi, A., & Schaeffer, R. 1996, ApJ, 472, 452

Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, A&AS, 117, 393

Blanton, M. R., Eisenstein, D., Hogg, D. W., & Zehavi, I. 2006, ApJ, 645, 977

Bolzonella, M., Miralles, J.-M., & Pelló, R. 2000, A&A, 363, 476

Brodwin, M., Lilly, S. J., Porciani, C., McCracken, H. J., Le Fèvre, O., Foucaud, S., Crampton, D., & Mellier, Y. 2006, ApJS, 162, 20

Caldwell, R. R., & Linder, E. V. 2005, Physical Review Letters, 95, 141301

Carroll, S. M., Hoffman, M., & Trodden, M. 2003, PhRvD, 68, 023509

Coil, A. L., Newman, J. A., Cooper, M. C., Davis, M., Faber, S. M., Koo, D. C., & Willmer, C. N. A. 2006, ApJ, 644, 671

Coleman, G. D., Wu, C.-C., & Weedman, D. W. 1980, ApJS, 43, 393

Connolly, A. J., Csabai, I., Szalay, A. S., Koo, D. C., Kron, R. G., & Munn, J. A. 1995, AJ, 110, 2655

Connolly, A. J., et al. 2002, ApJ, 579, 42

Copeland, E. J., Sami, M., & Tsujikawa, S. 2006, International Journal of Modern Physics D, 15, 1753

Davis, M., Efstathiou, G., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1985, ApJ, 292, 371

Davis, M., & Peebles, P. J. E. 1983, ApJ, 267, 465

Efstathiou, G., Kaiser, N., Saunders, W., Lawrence, A., Rowan-Robinson, M., Ellis, R. S., & Frenk, C. S. 1990, MNRAS, 247, 10P

Eisenstein, D. J., et al. 2005, ApJ, 633, 560

Fernández-Soto, A., Lanzetta, K. M., & Yahil, A. 1999, ApJ, 513, 34

Garnavich, P. M., et al. 1998, ApJ, 509, 74

Giovanelli, R., Haynes, M. P., & Chincarini, G. L. 1986, ApJ, 300, 77

Gross, M. A. K., Somerville, R. S., Primack, J. R., Holtzman, J., & Klypin, A. 1998, MNRAS, 301, 81

Groth, E. J., & Peebles, P. J. E. 1977, ApJ, 217, 385

Hamilton, A. J. S. 1993, ApJ, 417, 19

Hawkins, E., et al. 2003, MNRAS, 346, 78

Ilbert, O., et al. 2006, A&A, 457, 841

Jenkins, A., et al. 1998, ApJ, 499, 20

Jing, Y. P., Mo, H. J., & Boerner, G. 1998, ApJ, 494, 1

Kinney, A. L., Calzetti, D., Bohlin, R. C., McQuade, K., Storchi-Bergmann, T., & Schmitt, H. R. 1996, ApJ, 467, 38

Landy, S. D., & Szalay, A. S. 1993, ApJ, 412, 64

Le Fèvre, O., et al. 2005, A&A, 439, 877

Li, C., Kauffmann, G., Jing, Y. P., White, S. D. M., Börner, G., & Cheng, F. Z. 2006, MNRAS, 368, 21

Linder, E. V. 2008, American Journal of Physics, 76, 197

Norberg, P., et al. 2001, MNRAS, 328, 64

Park, C., Vogeley, M. S., Geller, M. J., & Huchra, J. P. 1994, ApJ, 431, 569

Peacock, J. A., & Smith, R. E. 2000, MNRAS, 318, 1144

Peebles, P. J. E. 1980, The Large Scale Structure of the Universe. Princeton, N.J., Princeton University Press, 1980. 435 p.,

Peebles, P. J., & Ratra, B. 2003, Reviews of Modern Physics, 75, 559

Percival, W. J. 2005, A&A, 443, 819

Percival, W. J., et al. 2004, MNRAS, 353, 1201

Perlmutter, S., et al. 1999, ApJ, 517, 565

Perlmutter, S., & Schmidt, B. P. 2003, Supernovae and Gamma-Ray Bursters, 598, 195

Riess, A. G., et al. 2007, ApJ, 659, 98

Sawicki, M. J., Lin, H., & Yee, H. K. C. 1997, AJ, 113, 1

Tegmark, M., et al. 2004, PhRvD, 69, 103501

Weinberg, D. H., & Cole, S. 1992, MNRAS, 259, 652

Weinberg, D. H., Davé, R., Katz, N., & Hernquist, L. 2004, ApJ, 601, 1

White, S. D. M., Frenk, C. S., & Davis, M. 1983, ApJL, 274, L1

Willmer, C. N. A., da Costa, L. N., & Pellegrini, P. S. 1998, AJ, 115, 869

Wood-Vasey, W. M., et al. 2007, ApJ, 666, 694

Yang, X., Mo, H. J., & van den Bosch, F. C. 2003, MNRAS, 339, 1057

Zehavi, I., et al. 2004, ApJ, 608, 16

Zehavi, I., et al. 2005, ApJ, 630, 1

Apêndice A

As tabelas a seguir apresentam, para amostras analisadas neste trabalho, os principais parâmetros obtidos em diferentes intervalos de *redshifts* .

As amostras são identificadas nos cabeçalhos de cada tabela.

As colunas das tabelas apresentam:

Δz - intervalo de *redshift*

N_g - número de galáxias

ρ_g - densidade de galáxias em número/Mpc^3

$< Mi'_{AB} >$ - magnitude absoluta média

$Mi'_{AB}lim$ - magnitude absoluta mínima

$< z >$ - *redshift* médio

$< \epsilon_z >$ - erro médio em z (somente para *redshifts* fotométricos)

$\gamma'(+/-)$ - inclinação da função projetada $w(r_p)$ e erro

$w(1h^{-1}Mpc)$ - função projetada $w(r_p)$ em $1h^{-1}Mpc$ e erro

$r_0(\gamma = 1.8)$ - escala de correlação da função $\xi(r)$ calculada com $\gamma = 1.8$ e erro

Tabela 5.1: VVDS-02h(ap)

Δz	N_g	ρ_g	$< Mi'_{AB} >$	$Mi'_{AB}lim$	$< z >$	$< \epsilon_z >$	$\gamma'(+/-)$	$w(1h^{-1}Mpc)(+/-)$	$r_0(\gamma = 1.8)(+/-)$
0.2-0.5	1110	0.0126	-19.34	-	0.35	-	0.658(0.082)	1.345(0.039)	2.616(0.238)
0.5-0.7	1262	0.0098	-20.62	-	0.60	-	0.695(0.088)	1.384(0.044)	2.821(0.354)
0.7-0.9	1215	0.0067	-21.28	-	0.81	-	0.627(0.047)	1.438(0.027)	3.089(0.257)
0.9-1.1	871	0.0038	-21.73	-	0.99	-	0.615(0.047)	1.407(0.024)	2.935(0.090)
1.1-1.3	499	0.0019	-22.12	-	1.18	-	0.880(0.090)	1.475(0.052)	3.185(0.513)
1.3-2.1	399	0.0003	-22.71	-	1.49	-	0.765(0.064)	1.595(0.039)	3.542(0.399)

Tabela 5.2: CFHTLS-D1(ap) ajuste de múltiplos polinômios para dN/dz

Δz	N_g	ρ_g	$< Mi'_{AB} >$	$Mi'_{AB}lim$	$< z >$	$< \epsilon_z >$	$\gamma'(+/-)$	$w(1h^{-1}Mpc)(+/-)$	$r_0(\gamma = 1.8)(+/-)$
0.3-0.5	6983	0.0451	-19.56	-	0.40	0.048	1.087(0.057)	1.270(0.027)	2.469(0.111)
0.5-0.7	11825	0.0427	-20.05	-	0.60	0.060	0.846(0.040)	1.351(0.030)	2.764(0.191)
0.7-0.9	13756	0.0351	-20.69	-	0.81	0.074	0.784(0.067)	1.403(0.034)	2.912(0.279)
0.9-1.2	18869	0.0247	-21.02	-	1.03	0.095	0.649(0.088)	1.483(0.045)	3.185(0.403)
1.1-1.4	12206	0.0140	-21.34	-	1.23	0.118	0.839(0.053)	1.604(0.031)	3.766(0.361)
1.3-1.6	3078	0.0032	-22.50	-	1.44	0.108	0.751(0.048)	1.533(0.028)	3.461(0.301)

Tabela 5.3: CFHTLS-D1(ab)

Δz	N_g	ρ_g	$< Mi'_{AB} >$	$Mi'_{AB}lim$	$< z >$	$< \epsilon_z >$	$\gamma'(+/-)$	$w(1h^{-1}Mpc)(+/-)$	$r_0(\gamma = 1.8)(+/-)$
0.3-0.5	6430	0.0415	-19.78	-17.55	0.40	0.048	0.974(0.037)	1.345(0.018)	2.890(0.081)
0.5-0.7	10571	0.0382	-20.26	-18.57	0.61	0.058	0.800(0.078)	1.427(0.037)	2.788(0.157)
0.7-0.9	12593	0.0321	-20.84	-19.37	0.81	0.070	0.756(0.063)	1.374(0.030)	2.781(0.192)
0.9-1.2	14435	0.0189	-21.35	-20.30	1.04	0.087	0.619(0.094)	1.510(0.047)	3.470(0.462)
1.1-1.4	8938	0.0102	-21.63	-20.81	1.24	0.108	0.928(0.059)	1.513(0.030)	3.404(0.287)
1.3-1.6	6113	0.0064	-22.01	-21.25	1.46	0.135	0.702(0.044)	1.564(0.025)	3.611(0.282)

Tabela 5.4: CFHTLS-D1(-21.25)

Δz	N_g	ρ_g	$< Mi'_{AB} >$	$Mi'_{AB}lim$	$< z >$	$< \epsilon_z >$	$\gamma'(+/-)$	$w(1h^{-1}Mpc)(+/-)$	$r_0(\gamma = 1.8)(+/-)$
0.3-0.6	2099	0.0075	-22.06	-21.25	0.47	0.041	0.941(0.133)	1.757(0.070)	4.978(0.331)
0.4-0.8	4409	0.0080	-22.06	-21.25	0.64	0.043	1.083(0.093)	1.504(0.045)	3.738(0.272)
0.6-0.9	5377	0.0098	-22.05	-21.25	0.77	0.046	0.967(0.060)	1.319(0.035)	2.596(0.279)
0.9-1.2	6944	0.0091	-21.99	-21.25	1.05	0.067	0.643(0.084)	1.627(0.048)	3.929(0.588)
1.1-1.4	5938	0.0068	-21.93	-21.25	1.24	0.095	0.854(0.067)	1.583(0.034)	3.695(0.354)
1.3-1.6	6113	0.0064	-22.01	-21.25	1.46	0.135	0.702(0.044)	1.563(0.025)	3.606(0.249)

Tabela 5.5: CFHTLS-D1(-21.25) corrgida pela evolução de luminosidade

Δz	N_g	ρ_g	$< Mi'_{AB} >$	$^{(*)}Mi'_{AB}lim$	$< z >$	$< \epsilon_z >$	$\gamma'(+/-)$	$w(1h^{-1}Mpc)(+/-)$	$r_0(\gamma = 1.8)(+/-)$
0.3-0.6	3660	0.0132	-21.13	-20.04	0.47	0.042	1.024(0.087)	1.600(0.042)	4.124(0.280)
0.4-0.8	7373	0.0134	-21.07	-20.04	0.63	0.045	0.989(0.077)	1.502(0.037)	3.583(0.215)
0.6-0.9	8506	0.0156	-21.03	-20.04	0.77	0.049	0.943(0.037)	1.297(0.017)	2.646(0.108)
0.9-1.2	9811	0.0128	-20.90	-20.04	1.04	0.074	0.567(0.076)	1.596(0.044)	3.795(0.519)
1.1-1.4	7618	0.0087	-20.81	-20.04	1.23	0.102	0.903(0.060)	1.521(0.030)	3.431(0.294)
1.3-1.6	6640	0.0069	-20.84	-20.04	1.46	0.137	0.673(0.038)	1.576(0.022)	3.671(0.253)

$^{(*)}Mi'_{AB}lim = -20.04$ corresponde à magnitude absoluta $Mi'_{AB}lim = -21.25$ em z=1.6 evoluida em luminosidade até z=0.