

Publicação Especial

Nº 09
2002

Aglomerados de Galáxias: Detecção e Evolução

Vera E. Margoniner

Tese de Doutorado
Rio de Janeiro, Novembro de 2001

CNPq

OBSERVATÓRIO NACIONAL

Coordenação de Informação e Documentação

Rua General José Cristino, 77

São Cristovão

20.921-030 Rio de Janeiro-RJ

BRASIL

Tel.: (021) 585-3215 R: 285

Fax: (021) 589-3959

MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
OBSERVATÓRIO NACIONAL

Aglomerados de Galáxias: Detecção e Evolução

Dissertação de Doutorado

Aluna: Vera Ellinger Margoniner

Orientador: Reinaldo Ramos de Carvalho

Apresentada como requisito para a obtenção
do grau de doutor em astrofísica pelo ON

Rio de Janeiro - Novembro de 2001

*Dedico este trabalho à minha filha Rebecca
que me derrete com seu sorriso
e me ensina sobre o maior amor deste mundo.*

Agradecimentos

A minha mãe vive dizendo como eu sou sortuda, e desta vez tenho que concordar com ela. Durante este doutorado tive o privilégio de ter não somente um, mas dois excelentes orientadores. O Dr. Reinaldo Ramos de Carvalho foi meu orientador desde a época do mestrado, e tem sido sempre muito inspirador e gratificante trabalhar com ele. Nossas discussões astrofísicas e filosóficas (acompanhadas de um bom vinho chileno) serão inesquecíveis. O Dr. Tony Tyson tem sido meu supervisor no Bell Laboratories (EUA) desde o final de 1999, e apesar do grande número de projetos científicos e obrigações burocráticas, ele sempre encontra tempo para falar de ciência tão entusiasmadamente que faz com que eu volte ao meu computador querendo começar mais uns dez projetos. E como se a orientação científica não fosse motivo suficiente para me considerar extremamente privilegiada, meus dois (!) orientadores tornaram-se amigos sempre presentes nos momentos importantes destes últimos anos. Não tenho palavras para agradecer-los.

Quero agradecer também a meus pais, meus irmãos e irmãs, minhas avós e a Zô que sempre estiveram ao meu lado. Sempre fui sortuda ... desde nascença.

Finalmente e acima de tudo, quero agradecer ao meu marido David por sua ajuda em termos científicos e computacionais, e principalmente por ser meu companheiro de todas as horas e me fazer tão completamente feliz.

Abstract

This thesis examines the evolution of the galaxy population in clusters and methods of cluster detection. We study the evolution by measuring the Butcher-Oemler effect in the largest sample studied to date: 295 Abell clusters of galaxies with *gri* CCD photometry. We find a strong correlation between cluster richness and the fraction of blue galaxies, f_B , at every redshift. The slope of the $f_B(z)$ relation is similar for all richnesses, but at a given redshift, f_B is systematically higher for poor clusters. This is the chief cause of scatter in the f_B vs. z diagram: the spread caused by the richness dependence is comparable to the trend in f_B over a typical redshift baseline, so that conclusions drawn from smaller samples have varied widely. The two parameters, z , and a consistently defined projected galaxy number density, N , together account for all of the observed variation in f_B within the measurement errors. We find that the redshift evolution of f_B is real, and occurs at approximately the same rate for clusters of all richness classes.

We then present two methods of cluster detection. The first method consists of identifying peaks in maps of galaxy density constructed from the object catalogs generated from the Digitized Second Palomar Sky Survey (DPOSS, Djorgovski *et al.* 1999). This data is being used in the construction of a new cluster catalog with well understood selection criteria over the entire high-galactic-latitude Northern sky. The second method uses the weak gravitational lensing effect on background galaxies to map the distribution of mass, and clusters are identified as overdensities in this map. We present the discovery of the first cluster found with this method, and describe prospects for larger samples. The comparison between these two fundamentally different techniques will enable us to verify if the composition of optically selected clusters in terms of baryon fraction or mass-to-light ratio is representative of clusters in general. Any biases must be understood if we are to use clusters to determine global cosmological parameters (Carlberg *et al.* 1996; Evrard 1997).

Resumo

Esta tese examina a evolução de galáxias em aglomerados, e dois mecanismos de detecção destas estruturas. Estudamos a evolução de galáxias através de medidas do efeito Butcher-Oemler na maior amostra já utilizada neste tipo de estudo: 295 aglomerados de Abell com fotometria CCD em *gri*. Encontramos uma forte correlação entre a riqueza e a fração de galáxias azuis, f_B , em todos os desvios para o vermelho. A inclinação da relação $f_B(z)$ é aproximadamente a mesma para todas as riquezas, porém para um dado desvio para o vermelho, f_B é sistematicamente maior para aglomerados pobres. Esta é a principal causa do espalhamento no diagrama f_B vs. z : a dispersão provocada pela dependência com a riqueza é comparável com a variação de f_B com o desvio para o vermelho. Os dois parâmetros, z , e uma medida da densidade projetada de galáxias, N , explicam toda a variação observada em f_B . Determinamos que a evolução em desvio para o vermelho de f_B é real, e ocorre aproximadamente na mesma taxa para aglomerados de todas as classes de riqueza.

Em seguida apresentamos dois métodos de detecção de aglomerados. O primeiro método consiste da indentificação de picos em mapas de densidade de galáxias construídos a partir dos catálogos de objetos do *Digitized Second Palomar Sky Survey* (DPOSS, Djorgovski *et al.* 1999). Esta amostra está sendo utilizada na construção de um novo catálogo de aglomerados de todo o hemisfério norte em alta latitude galáctica com critérios de seleção bem definidos. O segundo método utiliza o efeito de lentes gravitacionais fracas nas galáxias de fundo na construção de mapas da distribuição de massa. Aglomerados são identificados como picos de densidade neste mapa. Apresentamos a descoberta do primeiro aglomerado de galáxias encontrado com esta metodologia, e descrevemos as possibilidades de utilização de amostras maiores. Através da comparação entre estas duas técnicas fundamentalmente diferentes poderemos verificar se a fração bariônica e a razão massa-luminosidade de aglomerados selecionados opticamente é representativa de aglomerados em geral. Qualquer efeito de seleção precisa ser compreendido para que possamos utilizar aglomerados na determinação de parâmetros cosmológicos (Carlberg *et al.* 1996; Evrard 1997).

Sumário

Agradecimentos	ii
Abstract	iii
Resumo	iv
1 Introdução	1
1.1 Evolução em Aglomerados de Galáxias	1
1.2 Determinação de Parâmetros Cosmológicos	4
1.3 Levantamentos de Aglomerados de Galáxias	6
1.4 Desvios para o Vermelho Fotométricos	9
1.5 Contribuições desta Tese	10
2 O Efeito Butcher-Oemler	13
2.1 Resumo	13
2.2 Introdução	13
2.3 Observações	14
2.4 Análise	14
2.5 Discussão e Conclusões	17
2.6 <i>Photometric Properties of 47 Clusters of Galaxies: I. The Butcher-Oemler Effect</i>	19
2.7 <i>The Butcher-Oemler Effect in 295 Clusters: Strong Redshift Evolution and Cluster Richness Dependence</i>	55
3 Detecção de Aglomerados a partir da Luminosidade	65
3.1 Resumo	65
3.2 Introdução	65
3.3 Dados e Construção de Catálogos	66
3.3.1 Dados	66
3.3.2 Seleção de Galáxias Pertencentes à Aglomerados	66
3.4 Mapas de Densidade de Galáxias e Detecção de Aglomerados	67
3.4.1 Mapas de Densidade e de Significância	67
3.4.2 Detecção de Aglomerados	67
3.5 Propriedades dos Aglomerados	67
3.5.1 Desvios para o Vermelho Fotométricos	68
3.5.2 Riqueza	68
3.5.3 Extinção Galáctica	68
3.6 Discussão e Conclusões	68

3.7	<i>The Northern Sky Optical Cluster Survey I: Detection of Galaxy Clusters in DPOSS</i>	71
4	Detecção de Aglomerados a partir da Massa	93
4.1	Resumo	93
4.2	Introdução	93
4.3	Imageamento e Detecção da Lente	94
4.4	Espectroscopia	95
4.5	Desvio para o Vermelho e Massa da Lente Utilizando Desvios para o Vermelho Fotométricos	95
4.6	Discussão	96
4.7	<i>Discovery of a Galaxy Cluster via Weak Lensing</i>	99
5	Perspectivas Futuras	111
A	Desvios para o Vermelho Fotométricos	113
A.1	Ajuste Empírico	113
A.2	Ajuste com Modelo Espectral	113
A.3	Comparação Entre as Duas Técnicas	116
B	Evolução da Relação Cor-Magnitude	119
B.1	Introdução	119
B.2	Fonte de Dados	120
B.3	Análise	120
	Referências	123

Lista de Figuras

1.1	Efeito Butcher-Oemler	2
1.2	Evolução da fração de S0s em aglomerados	3
1.3	Evolução da relação morfologia-densidade	5
1.4	Determinação de σ_8 e Ω_m utilizando aglomerados de galáxias	6
1.5	Imagens ópticas de A1689	7
1.6	Efeito Sunyaev-Zel'dovich	8
1.7	Efeito de lentes gravitacionais fracas	11
A.1	Espectro de uma galáxia elíptica em $z = 0$ e $z = 1$	114
A.2	Correção $k(z)$ para diferentes tipos morfológicos	115
A.3	Distribuição de probabilidades de desvios para o vermelho	116
A.4	Desvios Para O Vermelho fotométricos no HDF North	117
B.1	Coefficientes angulares da relação CM	121
B.2	Coefficientes lineares da relação CM	122

Capítulo 1

Introdução

As últimas décadas tem testemunhado um avanço considerável em várias frentes do investimento científico: física do estado sólido; física de partículas; astrofísica e etc. Em particular, a cosmologia, como disciplina abrangente que se propõe a estudar o Universo e suas propriedades, é um dos campos do conhecimento humano que mais tem se beneficiado deste acelerado avanço. Com os mais modernos instrumentos que a astrofísica já foi capaz de desenvolver, o cosmólogo moderno avança no sentido cada vez mais próximo do big bang, descobrindo como o conteúdo do Universo evolue a partir da Era de Planck. Dentro deste quadro podemos perguntar o que podemos aprender com estas estruturas densas que se distribuem pelo Universo.

Aglomerados de galáxias nos ensinam sobre a evolução de galáxias em ambientes de alta densidade e são importantes ferramentas na determinação de parâmetros cosmológicos. A comparação entre a população de galáxias de campo e em aglomerados em diferentes desvios para o vermelho indica a influência do ambiente na formação e evolução de galáxias. Além disso, medidas da função de massa de aglomerados podem ser utilizadas na determinação do parâmetro σ_8 e de parâmetros relacionados à geometria do Universo como Ω_m e Ω_Λ (e consequentemente Ω e q_0).

1.1 Evolução em Aglomerados de Galáxias

A evolução de galáxias foi primeiramente abordada como uma correção necessária (e inconveniente) à utilização de galáxias na determinação do modelo cosmológico. Tinsley (1976) demonstrou a necessidade de conhecimento preciso da evolução da luminosidade de galáxias para sua utilização na determinação de q_0 a partir do diagrama de Hubble. De fato, a diferença entre a magnitude aparente de um objeto em $z = 1$ num Universo vazio ($\Omega = 0$) e num Universo de Einstein-de Sitter ($\Omega = 1$) é aproximadamente 0.5^m .

Hoje, várias observações independentes como o espectro angular de flutuações da radiação de fundo (Balbi *et al.* 1999; de Bernardis *et al.* 2000), o diagrama de Hubble de supernovas tipo Ia (Garnavich *et al.* 1998; Perlmutter *et al.* 1999), e a evolução em desvio para o vermelho da abundância de aglomerados ricos (Bahcall & Fan 1998) parecem indicar (ou são ao menos consistentes) com um Universo plano no qual $H_0 \sim 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m \sim 0.3$ e com a volta de uma constante cosmológica indicando $\Omega_\Lambda \sim 0.7$. Os processos de formação e evolução de galáxias tornaram-se por si só interessantes objetos de estudo.

Uma das primeiras evidências da evolução de galáxias em aglomerados foram apresentadas nos trabalhos de Butcher & Oemler (1978, 1984). Utilizando dados fotométricos de 33 aglomera-

dos no intervalo de desvio para o vermelho entre $z = 0.003$ e 0.54 , Butcher e Oemler encontraram um excesso de galáxias azuis em comparação com a população tipicamente composta de galáxias *early-type*¹ encontrada na região central de aglomerados próximos (Dressler 1980). A Figura 1.1 mostra o efeito do aumento da fração de galáxias azuis (f_B) com o desvio para o vermelho encontrado por Butcher & Oemler. Desde então o efeito Butcher-Oemler (BO) foi observado em outros estudos mais recentes, como o de Rakos & Schombert (1995) que encontram evidências de evolução ainda mais intensa.

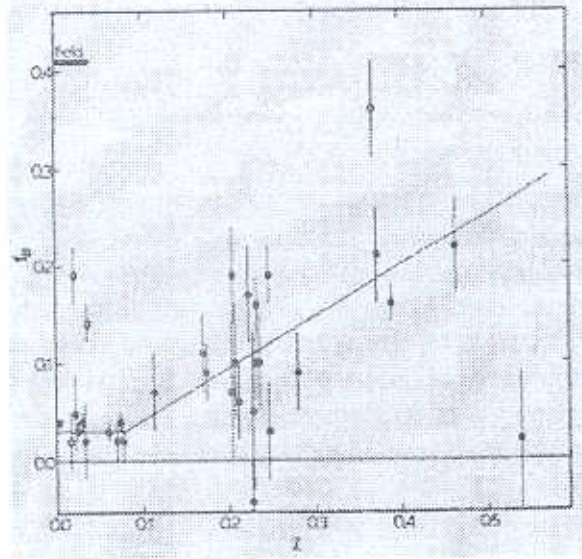


Figura 1.1: Fração de galáxias azuis *versus* desvio para o vermelho (Figura 3 de Butcher & Oemler 1984).

Por outro lado, Andreon & Etti (1999) argumentam que o aumento na fração de galáxias azuis observado por Butcher & Oemler não representa a evolução de uma classe única de objetos e sim um efeito sistemático relacionado à seleção da amostra. Esta conclusão é baseada no fato de que a luminosidade em raios-X e a riqueza dos aglomerados que formam a amostra de Butcher & Oemler aumentam com o desvio para o vermelho. No entanto, em Margoniner *et al.* (2001a) estudamos o efeito BO e sua dependência com a riqueza em 295 aglomerados de Abell e determinamos que para um dado desvio para o vermelho, a fração de galáxias azuis é sistematicamente maior em aglomerados mais pobres. O aumento de f_B com o desvio para o vermelho observado por Butcher & Oemler não pode portanto ser explicado por um efeito sistemático do tipo sugerido por Andreon & Etti (1999) uma vez que a inclusão de aglomerados mais ricos (de menor f_B) em alto desvio para o vermelho tende a diminuir a inclinação da relação $f_B \times z$ (vide capítulo 2 desta tese).

Observações de alta resolução realizadas na última década com o *Hubble Space Telescope* (Dressler *et al.* 1994; Couch *et al.* 1994; Oemler, Dressler & Bucher 1997; Smail *et al.* 1997; Couch *et al.* 1998; Dressler *et al.* 1999) determinaram que as galáxias azuis responsáveis pelo efeito BO são predominantemente espirais de tipo tardio e que alguns sistemas em interação ou coalescência também contribuem para o aumento de f_B . Além disso, estudos recentes (Dressler

¹Alguns termos do inglês utilizados rotineiramente por astrônomos no Brasil, e de difícil tradução para o português, foram utilizados nesta tese. São eles: *biweight*, *bootstrap*, *early-type*, *kernel*, *point spread function*, *sigma-clipping*, e *shear*.

et al. 1997; Couch *et al.* 1998; Fasano *et al.* 2000) confirmam que a densidade de galáxias S0 em aglomerados diminui para mais alto desvio para o vermelho, e que variação de densidade no sentido contrário é observada na população de galáxias espirais azuis. A Figura 1.2 (Figura 10 de Dressler *et al.* 1997) ilustra a evolução em desvio para o vermelho do número de galáxias S0s em aglomerados. Como galáxias elípticas são compostas de população estelar velha formadas em $z > 2-3$ (Ellis *et al.* 1997; Kodama *et al.* 1998; Gladders *et al.* 1998; Stanford, Eisenhardt & Dickinson 1998) sua densidade é praticamente constante no intervalo de desvio para o vermelho mostrado na figura e o aumento de N_{S0}/N_E em aglomerados locais é devido ao aumento da população de galáxias do tipo S0.

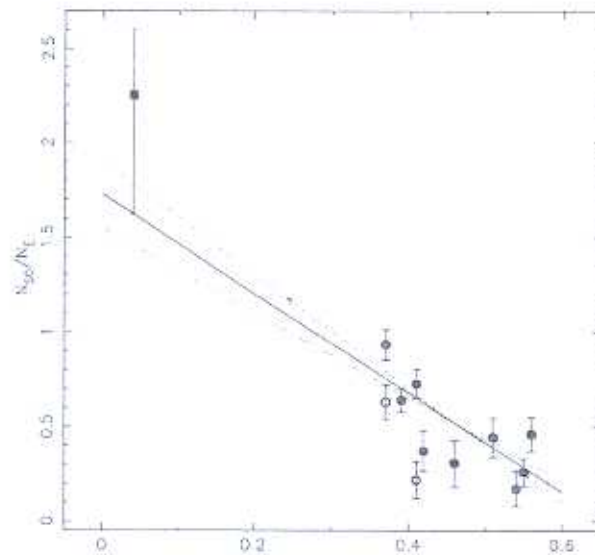


Figura 1.2: Razão entre o número de galáxias S0 e elípticas em aglomerados como função do desvio para o vermelho.

Estas observações são portanto consistentes com a idéia de Larson, Tinsley, & Caldwell (1980) de que existe uma conexão evolutiva entre galáxias espirais e S0s, no sentido de que galáxias espirais transformam-se em S0s ao perderem o gás de seus discos. Um possível mecanismo responsável por esta transformação morfológica é a coalescência de galáxias. O resultado da fusão de galáxias espirais são galáxias esferoidais (Barnes & Hernquist 1996), porém este processo é efetivo somente em regiões de baixa densidade galáctica (pequena dispersão de velocidades) (Ghigna *et al.* 1998). Interações gravitacionais de maré podem explicar a transformação de galáxias pequenas e de baixa massa com componentes disco em galáxias esferoidais (elípticas anãs) observadas em aglomerados locais (Moore *et al.* 1996). Sistemas de maior massa são estáveis e não sofrem modificações drásticas com este tipo de interação (Moore 1999), mas seus discos tornam-se mais espessos gerando uma morfologia parecida com a de galáxias S0. Estes dois processos podem explicar a transformação morfológica, porém é também crucial que exista um mecanismo capaz de explicar o truncamento da formação estelar nestas galáxias uma vez que características espectrais indicam que a formação estelar foi interrompida repentinamente em S0s (Dressler & Gunn 1983; Couch & Sharples 1987; Poggianti *et al.* 1999).

Já em 1972 Gunn & Gott propuseram que o movimento das galáxias no gás quente do meio intragaláctico de aglomerados pode resultar na perda de quantidades significativas de gás

do disco destas galáxias. Recentemente, Quilis, Moore & Bower (2000) utilizaram simulações hidrodinâmicas de alta resolução em três dimensões no cálculo da eficiência deste mecanismo e seus resultados indicam que tanto a transformação morfológica quanto a interrupção repentina da formação estelar podem ser explicadas desta maneira.

Outra evidência da relação entre o número de galáxias azuis e o meio ambiente é o fato de que a fração de galáxias azuis parece estar correlacionada à densidade local e ao grau de subestrutura do aglomerado. Vários estudos tem mostrado que as galáxias azuis são encontradas preferencialmente nas regiões externas de aglomerados, onde a densidade galáctica é menor (Butcher & Oemler 1984; Rakos, Odell & Schombert 1997; Margoniner & de Carvalho 2000). Além disso, Smail *et al.* (1998) estudaram aglomerados de alta massa e encontraram que a fração de galáxias azuis nestes aglomerados é sistematicamente menor que a observada por Butcher & Oemler em aglomerados no mesmo intervalo de desvio para o vermelho. Tendência oposta é encontrada em aglomerados não relaxados, com alto grau de subestrutura, onde f_B é consistentemente maior que a fração de galáxias azuis encontrada em aglomerados regulares (Caldwell & Rose 1997; Metevier *et al.* 2000).

A existência de uma correlação entre o tipo morfológico da população de galáxias e o meio ambiente já foi observada desde 1938 por Zwicky que notou maior tendência de aglomeração em galáxias de alta massa. Em 1980 Dressler estudou a população de galáxias em 55 aglomerados ricos locais e encontrou uma relação bem definida entre densidade e tipo galáctico. A população de galáxias elípticas e S0 aumenta e a população de galáxias espirais diminui com o aumento da densidade local (relação morfologia-densidade). Este estudo foi estendido à aglomerados mais distantes observados recentemente com o *Hubble Space Telescope* (Dressler *et al.* 1997). O painel esquerdo da Figura 1.3 indica a relação morfologia-densidade em aglomerados próximos, e o painel direito representa a relação em aglomerados distantes ($0.3 < z < 0.55$). Localmente galáxias elípticas concentram-se em regiões de alta densidade, enquanto que galáxias espirais encontram-se preferencialmente em regiões de baixa densidade galáctica; porém em aglomerados mais distantes galáxias espirais são encontradas também em regiões de alta densidade, e galáxias elípticas encontram-se menos aglomeradas. Além disso, pode-se observar uma queda significativa na fração de S0s com o aumento do desvio para o vermelho. Estas observações são portanto consistentes com a idéia de que o efeito BO reflete a transformação razoavelmente recente de galáxias espirais em S0.

1.2 Determinação de Parâmetros Cosmológicos

A densidade local de aglomerados ricos pode ser utilizada como importante vínculo na determinação de parâmetros cosmológicos, mais especificamente na medida de uma combinação de σ_8 e Ω_m ($\equiv \Omega_0$, densidade atual de matéria no Universo). σ_8 é a flutuação (*rms*) de massas dentro de esferas de raio $8h^{-1}\text{Mpc}$, sendo que a massa média destas esferas depende de Ω_m . A probabilidade de encontrarmos estruturas de massa maior do que M é portanto diretamente proporcional à σ_8 , de modo que para uma dada densidade local do Universo, Ω_m , o número de estruturas de alta massa aumenta com σ_8 .

Henry & Arnaud (1991) utilizaram uma amostra estatisticamente completa de aglomerados com medidas de luminosidade em raios-X e estimaram $\sigma_8 = 0.59 \pm 0.02$ para $\Omega_m = 1$. White, Briel & Henry (1993) utilizaram a abundância de aglomerados próximos na determinação de uma relação entre σ_8 e Ω_m : $\sigma_8 \Omega_m^{0.56} \approx 0.57$. Em 1996, Eke, Cole & Frenk reanalisaram os dados de Henry & Arnaud e determinaram a dependência do produto $\sigma_8 \Omega_m$ com Ω_Λ : $\sigma_8 = (0.50 \pm 0.04) \Omega_m^{-0.47+0.10\Omega_m}$ para $\Omega_\Lambda = 0$; e $\sigma_8 = (0.50 \pm 0.04) \Omega_m^{-0.53+0.13\Omega_m}$ para $\Omega_\Lambda + \Omega_m = 1$.

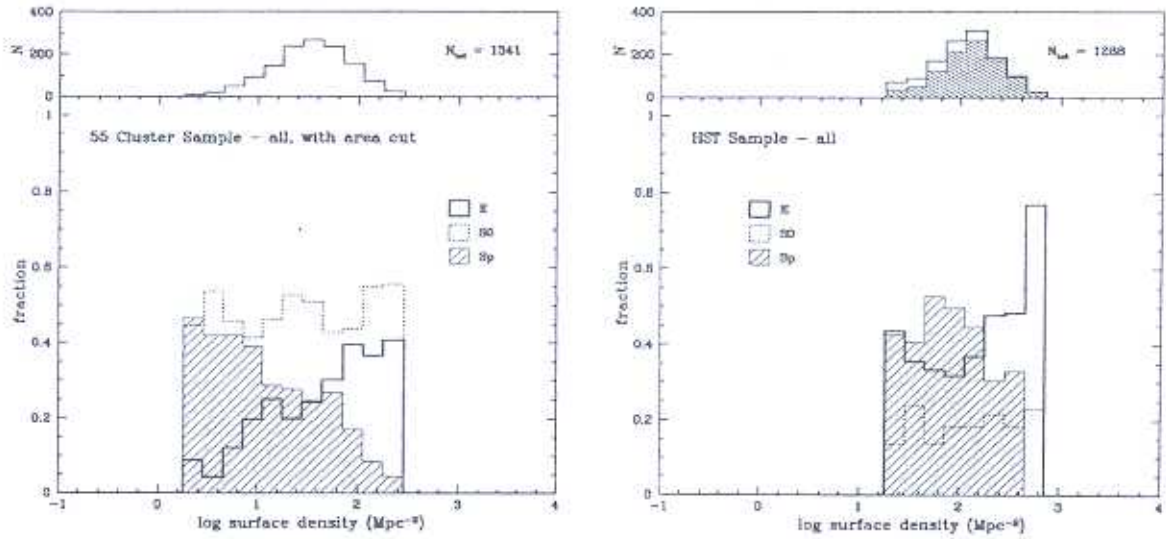


Figura 1.3: Evolução da relação morfologia-densidade (Dressler *et al.* 1997). Painel esquerdo: fração de galáxias E/S0/S como função da densidade de galáxias para uma amostra de 55 aglomerados locais. Painel direito: fração de galáxias em 10 aglomerados distantes entre $0.3 < z < 0.55$. A comparação refere-se à regiões centrais de mesmo tamanho físico ($< 0.6\text{Mpc}$) e inclui galáxias no mesmo intervalo de magnitude absoluta.

Ou seja, $\sigma_8 \approx 0.9$ num Universo em que $\Omega_m = 0.3$ e $\Omega_\Lambda = 0.7$.

O parâmetro σ_8 também pode ser calculado de modo a medir a variação (*rms*) na contagem de galáxias dentro de esferas de raio $8h^{-1}\text{Mpc}$. Assumindo que a luminosidade média por galáxia é a mesma em diferentes regiões (diferentes esferas de $8h^{-1}\text{Mpc}$) do Universo local, a razão entre estas duas medidas de σ_8 (*bias*) está relacionada às distribuições espaciais de massa e de luz. Como $\sigma_8^2(\text{galaxias}) \approx 1$, se $\sigma_8^2(\text{massa}) < 1$ a distribuição de massa no Universo encontra-se menos aglomerada que a distribuição de luz, e se $\sigma_8^2(\text{massa}) > 1$ vivemos num Universo onde massa encontra-se mais concentrada que luz.

O estudo da evolução da densidade de aglomerados com o desvio para o vermelho permite a determinação de σ_8 e Ω_m independentemente. A evolução de aglomerados de alta massa é acentuada se $\Omega_m = 1$ e σ_8 pequeno, de modo que uma baixa abundância de aglomerados é esperada em $z > 0.5$. Ao contrário, se Ω_m for pequeno e σ_8 alto, a taxa de evolução é baixa e uma maior abundância de aglomerados é esperada em $z > 0.5$ do que se $\Omega_m = 1$. O trabalho de Bahcall & Fan (1998) demonstra como estes parâmetros podem ser determinados a partir da comparação entre a abundância relativa de aglomerados locais e em alto desvio para o vermelho e a taxa de evolução esperada a partir do formalismo de Press-Schechter (1974). A Figura 1.4 (figura 2 de Bahcall & Fan 1998) mostra o número observado e o número esperado de aglomerados para dois intervalos de desvio para o vermelho. Os eixos inferior e superior da Figura representam respectivamente Ω_m e σ_8 e são intercambiáveis através da relação $\sigma_8 \Omega_m^{0.53} = 0.53$ (Pen 1998). A linha sólida horizontal indica o número de aglomerados observados entre $z = 0.65 - 0.90$, e as outras duas linhas sólidas representam a abundância esperada (Press-Schechter) neste intervalo de desvio para o vermelho para dois modelos de Universo ($\Omega_m + \Omega_\Lambda = 1$, e $\Omega_\Lambda = 0$). As linhas tracejadas representam o intervalo $z = 0.50 - 0.65$. Os dados indicam através da posição das duas caixas escuras que $\Omega_m \sim 0.2$ e $\sigma_8 \sim 1$, e que a probabilidade de $\Omega_m = 1$ é extremamente

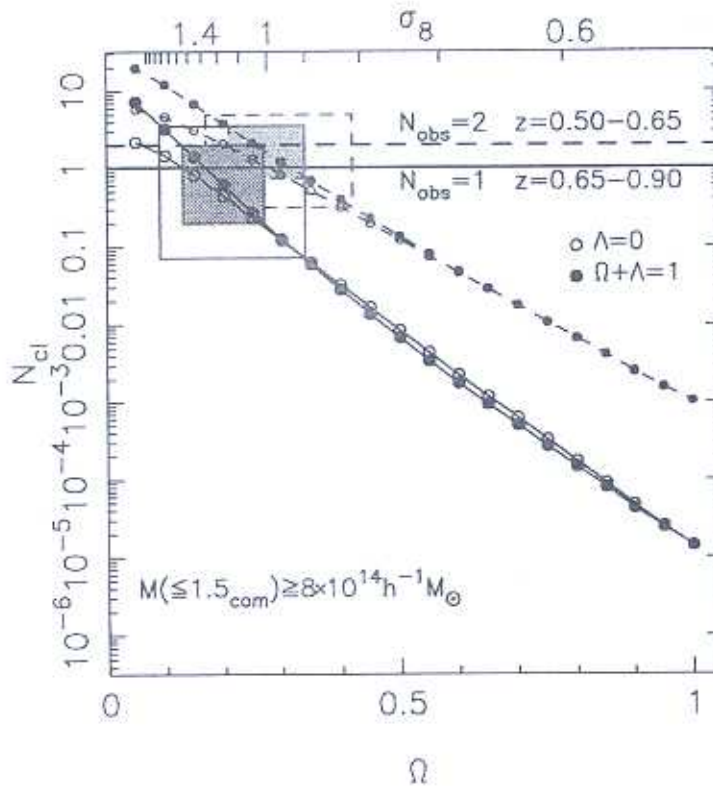


Figura 1.4: Número esperado (Press-Schechter) versus número observado de aglomerados em dois intervalos de desvio para o vermelho. As linhas sólidas representam $z = 0.65 - 0.90$ (1 aglomerado observado); e as linhas tracejadas representam o intervalo $z = 0.5 - 0.65$ (2 aglomerados observados). Os limites de confiança de 68% e 95% são indicados respectivamente pelas regiões escuras e abertas.

pequena.

Apesar de teoricamente ser possível determinarmos também Ω_Λ a partir da abundância de aglomerados em diferentes desvios para o vermelho, os dados disponíveis atualmente ainda não são suficientes para este tipo de estudo. Para que possamos diferenciar entre modelos em que $\Omega_m + \Omega_\Lambda = 1$ e em que $\Omega_\Lambda = 0$ (respectivamente pontos sólidos e abertos na Figura 1.4) as caixas de erro precisam diminuir significativamente.

É importante notar ainda que todos os estudos citados acima baseiam-se na hipótese de que a distribuição de flutuações de densidade é gaussiana. Se σ_8 e Ω forem determinados de maneira independente, ou seja sem a utilização de aglomerados, podemos utilizar estas observações na verificação desta hipótese de gaussianidade (Robinson, Gawiser & Silk 2000).

1.3 Levantamentos de Aglomerados de Galáxias

O primeiro catálogo de aglomerados de galáxias foi gerado a partir da inspeção visual das placas fotográficas do primeiro *National Geographic-Palomar Observatory Sky Survey* e publicado em 1958 por George Abell. Abell definiu critérios objetivos a serem utilizados na seleção de

aglomerados e foi capaz de gerar um catálogo razoavelmente homogêneo destas estruturas. Em 1938 Zwicky já discutia a possibilidade de um levantamento deste tipo utilizando as placas do telescópio Schmidt de 18" do Observatório de Palomar, porém somente em 1968 seu catálogo de aglomerados de galáxias foi publicado (Zwicky *et al.* 1968). O catálogo de Abell foi aprimorado de modo a incluir também aglomerados do hemisfério sul (Abell, Corwin & Olowin 1989) e é uma das fontes de dados mais utilizadas até os dias de hoje.

Qualquer catálogo baseado em inspeção visual sofre contudo de efeitos de seleção difíceis de serem quantificados ou reproduzidos. Por exemplo, aglomerados concentrados e/ou com a presença de uma galáxia cD central são mais facilmente detectados que estruturas mais esparsas (Bahcall & Soneira 1983). A cerca de uma década, com a disponibilidade de computadores, digitalização de placas fotográficas e utilização de câmeras CCD, catálogos mais objetivos começaram a ser criados. O *Edinburgh/Durham Cluster Catalog* (EDCC, Lumsden *et al.* 1992), cobrindo uma área de ~ 1.600 graus quadrados em torno do pólo sul galáctico, foi o primeiro catálogo a ser produzido a partir de placas fotográficas digitalizadas. Posteriormente, o catálogo APM (Dalton *et al.* 1997) foi criado utilizando critérios do tipo de Abell na seleção de aglomerados a partir de catálogos de galáxias numa região de ~ 4.300 graus quadrados também no hemisfério sul. Levantamentos baseados em dados CCD (Postman *et al.* 1996; Lobo *et al.* 2000; Zaritsky *et al.* 1997) apesar de cobrirem apenas pequenas áreas do céu, possibilitam a detecção de aglomerados a mais altos desvios para o vermelho. A Figura 1.5 mostra uma imagem do aglomerado Abell 1689 ($z = 0.18$) obtida através de placa fotográfica (painel esquerdo) e o mesmo aglomerado observado com uma câmera CCD (painel direito). A alta eficiência de detecção de fótons de CCDs resulta em imagens mais profundas e com menor ruído de céu para um mesmo tempo de exposição.

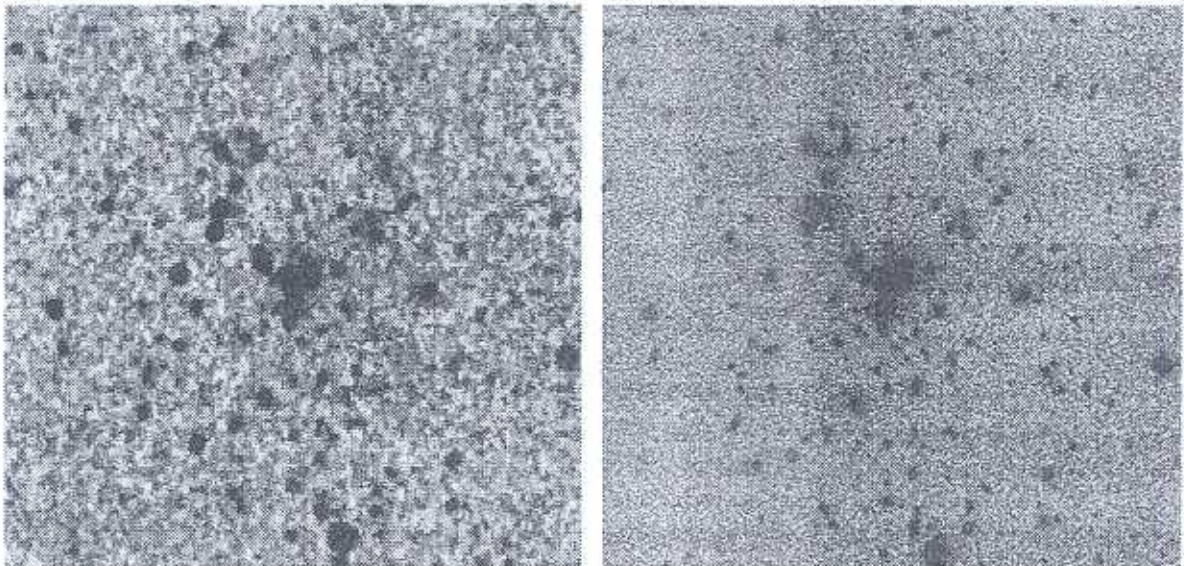


Figura 1.5: Imagens de Abell 1689: placa fotográfica e CCD

Porém, catálogos baseados em dados ópticos, mesmo que gerados de maneira sistemática com a utilização de computadores e dados digitais, são contaminados por falsas estruturas detectadas devido a efeitos de projeção. A detecção de aglomerados com base em emissão raios-X evita este problema uma vez que apenas objetos ligados gravitacionalmente possuem o gás quente intragaláctico responsável pela emissão neste comprimento de onda. Levantamentos de todo o

céu (Gioia & Luppino 1994; Collins *et al.* 2000; Ebeling *et al.* 2000; Boehringer *et al.* 2000, 2001) assim como observações direcionadas do satélite ROSAT (Scharf *et al.* 1997; Romer *et al.* 2000) foram utilizadas na produção de catálogos de aglomerados em raios-X. A desvantagem deste método é que apenas estruturas ricas possuem emissão em raios-X forte o suficiente para serem detectadas.

Outra possibilidade recentemente proposta é a detecção de aglomerados utilizando observações do efeito Sunyaev-Zel'dovich (SZ, Sunyaev-Zel'dovich 1972). Fótons provenientes da radiação cósmica de fundo são espalhados por elétrons do gás quente do meio intragaláctico de aglomerados de alta massa. Este espalhamento resulta numa pequena distorção no espectro da radiação cósmica de fundo e é observado como uma variação na temperatura de brilho (Rayleigh-Jeans) na direção do aglomerado. Este método é muito eficiente na detecção de aglomerados em alto desvio para o vermelho, uma vez que o decréscimo de temperatura depende somente da densidade e da temperatura efetiva dos elétrons no gás, sendo portanto praticamente independente do desvio para o vermelho. Até o momento somente estudos individuais de aglomerados já bem conhecidos foram realizados (Carlstrom *et al.* 2000; Joy *et al.* 2001), porém experimentos que irão observar grandes áreas do céu, como PLANCK (Passvogel & Felici 2000) e BOLOCAM (Glenn *et al.* 1998) estão sendo planejados. A Figura 1.6 (Figura 11 de Carlstrom *et al.* 2001) mostra a imagem do efeito SZ na direção do aglomerado Abell 2163 obtida pelo interferômetro BIMA sobreposta à sua imagem em raios-X (em falsa cor) obtida pelo satélite ROSAT. As linhas sólidas são contornos de regiões de mesma temperatura Rayleigh-Jeans.

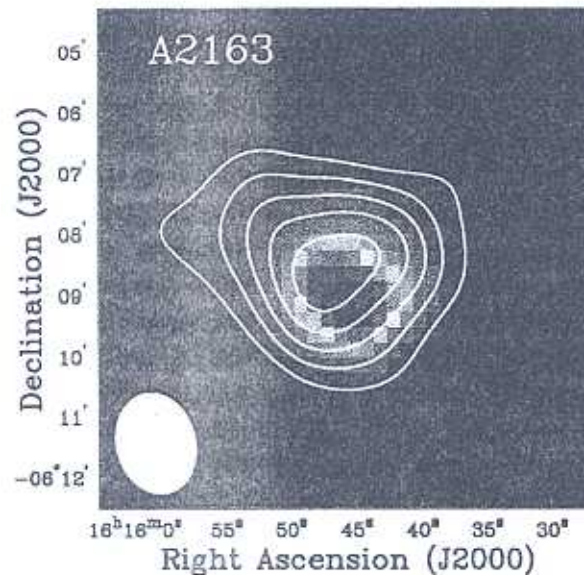


Figura 1.6: Sobreposição de imagem do efeito SZ (contornos sólidos indicando regiões de mesma temperatura Rayleigh-Jeans) e imagem em raios-X na direção do aglomerado Abell 2193. Ambos comprimentos de onda detectam a componente de gás quente intragaláctico do aglomerado.

Finalmente, o efeito de lentes gravitacionais fracas oferece mais uma possibilidade para a detecção de aglomerados e possui a vantagem de detectar regiões de alta densidade de massa ao invés de regiões de alta densidade luminosa ou bariônica. Wittman *et al.* (2001) demonstraram a eficiência desta metodologia na detecção de aglomerados, e os primeiros levantamentos deste tipo encontram-se em andamento (DLS, DESCART). A Figura 1.7 mostra o mapa da distribuição de massa obtido através da técnica de lentes gravitacionais fracas num campo de $40' \times 40'$. A

região de alta densidade no canto inferior esquerdo do mapa (painel superior) corresponde a descoberta de um aglomerado de galáxias em $z = 0.276$.

A melhor estratégia para descoberta e estudos envolvendo aglomerados de galáxias provavelmente inclui o uso de pelo menos alguns dos vários métodos descritos acima. Deste modo podemos descontaminar catálogos e analisar diferentes propriedades físicas (manifestas em diferentes comprimentos de onda) de cada aglomerado. Observações ópticas/IR por exemplo podem ser utilizadas de duas maneiras: (1) na detecção de regiões de alta densidade de galáxias, mapeando portanto a distribuição de luz; e (2) na detecção de picos de densidade de massa utilizando lentes gravitacionais fracas. Ambos processos de detecção são importantes uma vez que não sabemos se a distribuição de luz segue a distribuição de massa no Universo. Observações ópticas/IR possuem ainda a vantagem de poderem ser utilizadas na determinação do desvio para o vermelho dos aglomerados. Tanto o efeito SZ (observações em comprimentos de onda na faixa milimétrica) quanto imagens em raios-X fornecem informações sobre o gás quente existente no meio intragaláctico, sendo que o efeito SZ possui a grande vantagem de ser praticamente independente do desvio para o vermelho, permitindo portanto a detecção de estruturas distantes ($z > 1$).

1.4 Desvios para o Vermelho Fotométricos

Tão ou mais importante que a construção de catálogos de aglomerados de maneira objetiva é o conhecimento do desvio para o vermelho destas estruturas. Estudos relacionados à evolução por definição dependem do desvio para o vermelho, e seu conhecimento é também fundamental para que possamos utilizar aglomerados na determinação de parâmetros cosmológicos. A metodologia mais precisa para a determinação de desvios para o vermelho é sem dúvida a espectroscopia, porém esta técnica é muito onerosa em termos de tempo de telescópio e torna-se impraticável para grandes levantamentos. Uma outra técnica não tão precisa quanto a espectroscopia, porém eficiente na estimativa de desvios para o vermelho para grandes quantidades de objetos é a de desvios para o vermelho fotométricos, ou seja, baseados em cores e magnitudes. A idéia é simples: observações em várias bandas podem ser interpretadas como um espectro de resolução muito baixa.

Provavelmente o primeiro uso de fotometria em várias bandas na determinação de desvios para o vermelho foi feito por Baum (1962). Utilizando medidas de fotometria fotoelétrica em 9 bandas de galáxias em aglomerados distantes, e assumindo que estas galáxias possuíam distribuição espectral do mesmo tipo que galáxias elípticas em Virgo, Baum obteve uma estimativa do desvio para o vermelho de aglomerados. Em 1985, Koo utilizou fotometria UBVI na determinação de desvios para o vermelho para 100 galáxias de diversos tipos e foi capaz de estimar precisamente o desvio para o vermelho de 2/3 de sua amostra.

A idéia de determinação de desvios para o vermelho através do melhor ajuste entre observações e modelos de distribuição espectral de energia de vários tipos de galáxias é a base de várias técnicas. Alguns métodos utilizam modelos espectrais baseados em galáxias locais de diferentes tipos, outros baseiam-se em distribuições espectrais teóricas derivadas de modelos de síntese de populações estelares, e a maioria dos trabalhos utiliza uma combinação destes dois tipos de modelos (Gwyn & Hartwick 1996; Sawicki, Lin & Yee 1997; Lanzetta, Yahil & Fernandez-Soto 1996; Fernandez-Soto *et al.* 1999; Fernandez-Soto *et al.* 2001).

Uma outra metodologia utilizada na determinação de desvios para o vermelho fotométricos baseia-se na observação de um conjunto de treinamento com medidas espectroscópicas de desvio para o vermelho (Connolly *et al.* 1995; SubbaRao *et al.* 1996; Brunner *et al.* 1997; Connolly *et*

et al. 1997). Uma função $z(mag1, mag2, \dots)$ é determinada a partir da amostra de treinamento e utilizada na determinação do desvio para o vermelho do restante dos objetos. Comparações entre estas metodologias (Hogg *et al.* 1998; Lanzetta, Yahil & Fernandez-Soto 1998; Yee *et al.* 1998; Fernandez-Soto *et al.* 2001) demonstram que estimativas confiáveis de desvios para o vermelho podem ser obtidas a partir de observações fotométricas, de modo que estas técnicas deverão ser extremamente importantes em grandes levantamentos fotométricos.

1.5 Contribuições desta Tese

No capítulo 2 apresentamos dois trabalhos relacionados ao estudo de evolução de galáxias em aglomerados. No primeiro artigo (Margoniner & de Carvalho 2000) estudamos o efeito BO numa amostra de 44 aglomerados de Abell e em outros 4 candidatos a aglomerado, e no segundo artigo (Margoniner *et al.* 2001a) estendemos este estudo a uma amostra de 295 aglomerados de Abell com observações CCD.

No capítulo 3 apresentamos um artigo sobre a construção de um novo catálogo de aglomerados de galáxias que está sendo construído a partir de critérios objetivos, utilizando dados digitalizados das placas fotográficas do segundo levantamento fotográfico de Palomar (Gal *et al.* 2000). O capítulo 4 descreve a descoberta do primeiro aglomerado de galáxias através da técnica de lentes gravitacionais fracas (Wittman *et al.* 2001). Finalmente, no capítulo 5 discutimos as perspectivas futuras deste trabalho.

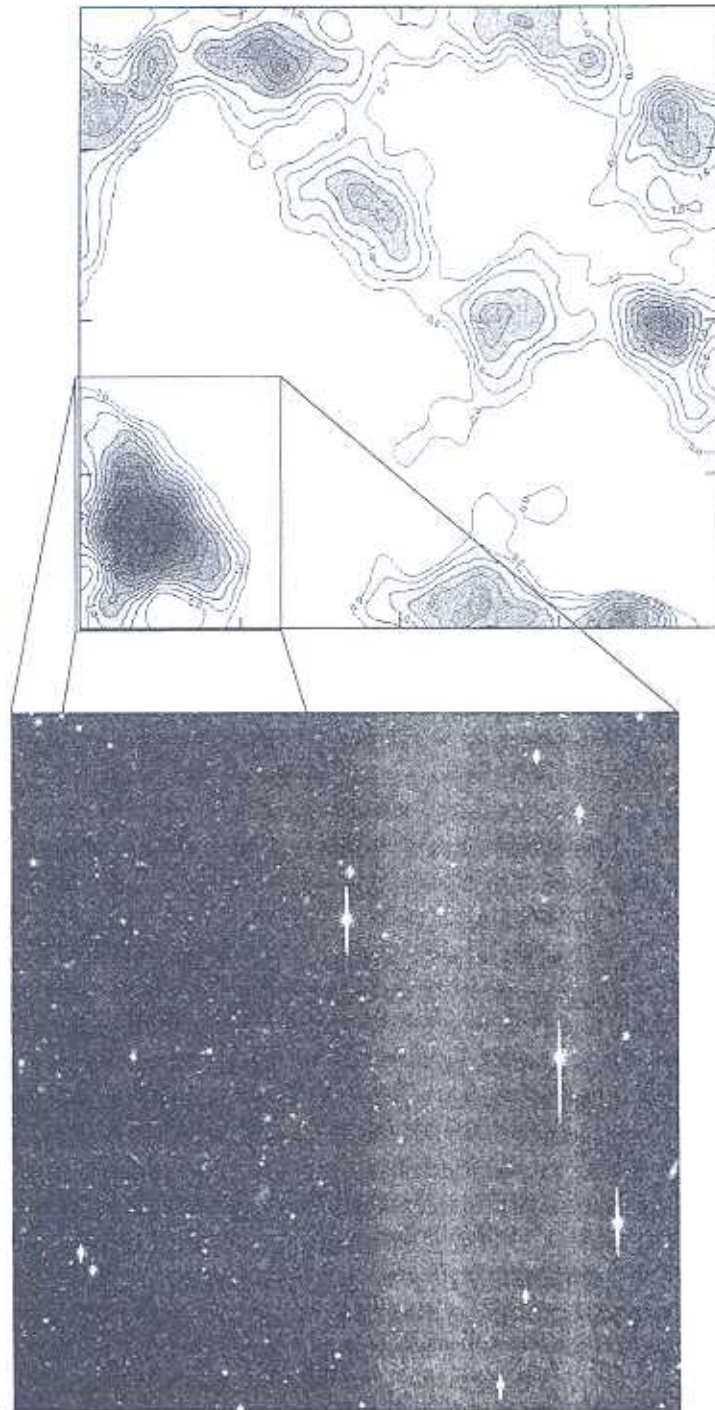


Figura 1.7: Painel superior: mapa da distribuição de massa; painel inferior: imagem do aglomerado correspondente ao pico de densidade de massa no canto inferior esquerdo do mapa de massa (Wittman *et al.* 2001).

Capítulo 2

O Efeito Butcher-Oemler

2.1 Resumo

Durante este projeto publicamos 2 artigos relacionados ao efeito Butcher-Oemler (Butcher & Oemler 1978, 1984) em aglomerados de galáxias. No primeiro artigo (Margoniner & de Carvalho 2000) estudamos o efeito numa amostra de 44 aglomerados de Abell e em outros 4 candidatos a aglomerado (vide capítulo 3) com desvios para o vermelho entre 0.03 e 0.38. Este estudo revelou a existência do efeito BO, com um aumento na fração de galáxias azuis (f_B) com desvio para o vermelho ainda mais forte do que o encontrado nos estudos originais de Butcher & Oemler. Porém, o espalhamento da relação $f_B \times z$ é grande para esta amostra. No segundo artigo (Margoniner *et al.* 2001a) analisamos o efeito BO numa amostra de 295 aglomerados de Abell. Esta amostra é a maior já utilizada neste tipo de trabalho, sendo aproximadamente 10 vezes maior que as amostras previamente utilizadas, e permitiu um estudo detalhado deste efeito. Análisisamos a dependência do efeito BO com a riqueza dos aglomerados e uma forte correlação entre f_B e riqueza é encontrada em todos os desvios para o vermelho. A inclinação da relação $f_B(z)$ é similar para todas as riquezas, porém num dado desvio para o vermelho, f_B é sistematicamente maior para aglomerados mais pobres. Esta é a causa principal do espalhamento no diagrama $f_B \times z$ já que a variação de f_B causada pela riqueza é comparável com a variação de f_B com desvio para o vermelho. Juntos, os dois parâmetros z e N , onde N é uma medida da riqueza, são capazes de explicar toda a variação observada em f_B . A evolução de f_B com desvio para o vermelho para aglomerados com $z < 0.4$ é real e ocorre aproximadamente na mesma taxa para aglomerados de diversas riquezas.

2.2 Introdução

Apresentamos o estudo do efeito BO em duas publicações inseridas neste capítulo (Margoniner & de Carvalho 2000, e Margoniner *et al.* 2001a).

O primeiro trabalho (Margoniner & de Carvalho 2000) possui uma descrição detalhada das observações, redução e calibração fotométrica dos dados, e construção de catálogos de objetos detectados. Além disso, neste primeiro artigo descrevemos a metodologia utilizada na estimativa de desvios para o vermelho fotométricos necessários para que possamos incluir no nosso estudo aglomerados sem observações espectroscópicas. O ajuste de uma função linear à relação cor-magnitude de cada aglomerado, a correção estatística de galáxias de fundo, e a definição dos parâmetros utilizados na determinação de f_B também são discutidos neste artigo. Neste

trabalho procuramos verificar a existência do efeito BO na nossa amostra e analisamos se efeitos sistemáticos como a correção de galáxias de fundo poderiam ser responsáveis pelo efeito observado.

No segundo trabalho analisamos o efeito BO na maior amostra já utilizada neste tipo de estudo: 295 aglomerados de Abell. Esta amostra é grande o suficiente para estudarmos separadamente a dependência de f_B com desvio para o vermelho e com a riqueza dos aglomerados. Como este trabalho inclui muitos aspectos da análise do efeito BO apresentados em Margoniner & de Carvalho (2000), e como o tamanho da amostra apresentada neste segundo artigo permite um estudo mais detalhado do efeito, a parte de discussão científica descrita neste capítulo refere-se principalmente a este último trabalho.

2.3 Observações

Os dados CCD utilizados nestes trabalhos foram obtidos primeiramente com o objetivo de calibrar o DPOSS-II (*Digitized Second Palomar Observatory Sky Survey*; Djorgovski *et al.* 1999). Trata-se ao todo de 431 aglomerados observados no telescópio de 1.52m do Observatório de Palomar (Gal *et al.* 2000), e de 44 aglomerados de Abell observados no telescópio de 0.9m do Observatório Interamericano de Cerro Tololo (CTIO). As imagens cobrem uma área de $13' \times 13'$ e foram obtidas nos filtros g , r , e i do sistema fotométrico de Thuan e Gunn (1976) com erros $1-\sigma$ tipicamente 0.12 em g , 0.10 em r , e 0.16 em i para $r = 20^m.0$. Foram observadas também 22 regiões de controle para que pudessemos estimar a contaminação de galáxias de fundo. Maiores detalhes referentes a redução e calibração fotométrica dos dados e construção dos catálogos podem ser encontrados em Margoniner & de Carvalho (2000).

Foram excluídos da amostra 120 aglomerados observados com CCD de pequeno campo de visão, e 31 aglomerados muito próximos ($z < 0.05$) para os quais observamos apenas a região central em nossas imagens de $13' \times 13'$. Além disso, também foram descartadas 26 observações com contagens de galáxias comparável aos campos de controle, e um campo no qual uma estrela saturada bloqueou 25% da imagem. Dois aglomerados foram observados repetidamente em Palomar e CTIO, de modo que a amostra final consiste de 295 aglomerados de Abell. Nossa amostra final constitui-se de 21% de aglomerados com classe de riqueza de Abell $R = 0$, 50% com $R = 1$, 21% com $R = 2$, e 8% com $R \geq 3$, sendo portanto representativa de todas as classes de riqueza. Nenhuma seleção posterior quanto a morfologia, grau de subestrutura, ou riqueza foi utilizada.

2.4 Análise

Para que possamos estudar o efeito BO é necessário o conhecimento do desvio para o vermelho e a determinação da fração de galáxias azuis em cada aglomerado.

Desvios Para O Vermelho espectroscópicos para 77 aglomerados foram obtidos da literatura e estimados fotometricamente para os demais. Uma relação empírica, $z(g, r, i)$, entre desvio para o vermelho e magnitudes das 30 galáxias mais brilhantes na região central dos aglomerados foi determinada a partir de 21 aglomerados com desvios para o vermelho conhecidos na primeira amostra estudada (Margoniner & de Carvalho 2000). Esta metodologia resultou na determinação de desvios para o vermelho com uma dispersão (*rms* de $z_{spec} - z_{phot}$) $\sigma_z = 0.03$, e a relação $z(g, r, i)$ foi utilizada para determinar o desvio para o vermelho dos aglomerados sem medidas espectroscópicas em ambos os estudos (Margoniner & de Carvalho 2000, e Margoniner

et al. 2001a).

A classificação de uma galáxia como possuindo cor *normal* ou *azul* é determinada a partir da sua posição com relação ao locus das galáxias elípticas no diagrama cor-magnitude. Utilizamos a distribuição espectral de uma galáxia elíptica (Coleman, Wu, & Weedman 1980) para determinar a correção $k(z)$ para nossa amostra, e também corrigimos nossos dados do efeito de extinção utilizando os mapas de Schlegel, Finkbeiner, e Davis (1998). Ajustamos então uma função linear à distribuição $g - r \times r$ utilizando galáxias com magnitudes entre $M_r^* - 1$ e $M_r^* + 2$, onde $M_r^* = -20.16$ (Lin *et al.* 1996) numa cosmologia em que $H_0 = 67 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, e $q_0 = 0.1$. Objetos com magnitude $r < 16$ encontram-se saturados nas nossas imagens e foram excluídos da análise, e por isso incluímos galáxias até $M^* + 3$ para aglomerados muito próximos. Além disso, como o limite de magnitude das nossas imagens é $r \sim 22.0$, objetos de menor fluxo também foram excluídos.

Galáxias com cores $g - r$ 0.2^m mais azuis que o locus das galáxias elípticas são classificadas como *azuis*, e as demais como *normais*. A correção de fundo é muito importante neste estudo, e tende a diminuir f_B porque as galáxias de campo são em geral mais azuis que as galáxias elípticas tipicamente encontradas em aglomerados. Esta correção foi feita de maneira estatística utilizando 5 (22 em Margoniner *et al.* 2001a) regiões de controle. Aplicamos o mesmo critério adotado em cada aglomerado para a determinação do número de galáxias azuis e normais de fundo, e definimos $f_B \equiv \frac{n_{\text{azuis,aglomerado}} - n_{\text{azuis,fundo}}}{n_{\text{total,aglomerado}} - n_{\text{total,fundo}}}$. O erro em f_B é calculado a partir da variação (rms) observada em suas medidas quando utilizamos diferentes regiões de controle na correção de galáxias de fundo. É importante notar que a simples propagação de erros nesta equação resulta numa super-estimativa do erro em f_B porque $n_{\text{azuis,fundo}}$ e $n_{\text{total,fundo}}$ estão correlacionados. Além disso, a hipótese usualmente aceita de que o erro em f_B é poissônico ignora variações entre diferentes regiões do céu, resultando numa sub-estimativa da incerteza em f_B .

Butcher & Oemler (1978, 1984) utilizaram dados fotográficos em sua análise, e consequentemente ficaram limitados ao estudo das galáxias mais brilhantes em seus aglomerados. Nossas imagens CCD atingem limites de fluxo menores e permitem a observação de objetos intrinsecamente menos luminosos em cada desvio para o vermelho. Como o objetivo principal deste trabalho é o estudo da evolução de galáxias, a nossa definição de f_B inclui galáxias com magnitudes na banda r entre $M^* - 1$ e $M^* + 2$, dentro de uma região de raio 0.7 Mpc em torno do aglomerado. Escolhemos este tamanho linear porque nossas imagens cobrem uma região de raio $\sim 0.5 - 4.0$ Mpc em $z = 0.03 - 0.38$, e queremos realizar uma análise consistente utilizando a mesma região linear e o mesmo intervalo de magnitude absoluta para toda a amostra.

A maioria dos aglomerados na nossa amostra (61%) encontram-se entre $0.1 < z < 0.2$, de modo que podemos observar toda a região de raio 0.7 Mpc e todas as galáxias entre $M^* - 1$ e $M^* + 2$. Em aglomerados mais distantes nossas observações limitam-se a objetos mais luminosos e uma correção foi aplicada para que possamos comparar f_B em diferentes desvios para o vermelho. Para estimar o efeito da perda de objetos menos luminosos em f_B , utilizamos uma sub-amostra de aglomerados em desvios para o vermelho para os quais podemos observar todo o intervalo de luminosidade de interesse, e paulatinamente excluímos os objetos mais fracos. f_B diminui quando excluímos galáxias fracas, indicando que a população de galáxias azuis é tipicamente constituída de objetos menos luminosos.

Por outro lado, em aglomerados mais próximos 2 efeitos afetam nossas observações: (1) objetos em torno de $M^* - 1$ encontram-se saturados e precisam ser excluídos do cálculo de f_B ; e (2) nossas imagens não são grandes o suficientes para observarmos toda a região de raio 0.7 Mpc em torno do aglomerado, e restringem-se às regiões mais centrais.

O primeiro problema relativo à perda de objetos brilhantes é tratado da mesma maneira

descrita acima. Utilizamos uma sub-amostra de aglomerados para os quais podemos observar todo o intervalo de luminosidade, e sistematicamente excluimos os objetos mais brilhantes. f_B aumenta quando estas galáxias são descartadas.

O segundo problema relacionado ao tamanho da região física observada é tratado de maneira similar. Variamos progressivamente o raio e medimos f_B . A fração de galáxias azuis aumenta nas regiões externas do aglomerado. Este resultado já havia sido observado por Butcher & Oemler (1984) e Rakos, Odell & Schombert (1997) também encontram a mesma tendência em seu estudo detalhado de Abell 2317. Além disso, esta idéia é consistente com observações que mostram que galáxias *early-type* aglomeram-se mais fortemente que galáxias com sinais de formação estelar recente (Dressler & Gunn 1992; Dressler *et al.* 1994; Oemler, Dressler & Butcher 1997).

O diagrama $f_B \times z$ para toda a amostra de 295 aglomerados confirma a existência do efeito Butcher-Oemler. Um teste χ_ν aplicado ao ajuste linear de uma função linear $f_B(z)$ aos dados, resulta em 1.36 se apenas os erros em f_B são considerados, e 1.13 quando as incertezas na determinação de desvios para o vermelho fotométricos são também incluídas. O pequeno valor de χ_ν é contudo devido a grande incerteza nas medidas de f_B e z para a amostra inteira. Analisando uma sub-amostra de aglomerados com σ_{f_B} menor que a média da amostra inteira, e desvios para o vermelho espectroscópicos, temos que $\chi_\nu = 1.72$.

Riqueza é naturalmente um segundo parâmetro que pode causar a variação de f_B entre aglomerados para um dado desvio para o vermelho. Definimos riqueza de maneira consistente para toda amostra através do número N de galáxias com magnitudes M_r entre $M_r^* - 1$ e $M_r^* + 2$, dentro de um raio de 0.7 Mpc, após aplicada correção de fundo. O diagrama $f_B \times z$ construído apenas com aglomerados com pequeno σ_{f_B} e desvios para o vermelho espectroscópicos entre 0.1 - 0.2 (para os quais nenhum tipo de correção foi aplicada na determinação de f_B), mostra que aglomerados mais ricos possuem f_B sistematicamente menor que aglomerados mais pobres para um dado desvio para o vermelho. Subdividindo esta amostra em duas de acordo com a riqueza, e ajustando uma função linear $f_B(z)$ a cada uma destas sub-amostras, encontramos que a inclinação da relação para os dois grupos é a mesma dentro dos erros, e que o ponto zero da relação (f_B em $z = 0$) é menor para aglomerados mais ricos. Estes resultados indicam portanto que o grau de evolução da população de galáxias (medido pelo número de galáxias azuis) depende da riqueza do aglomerado, enquanto que a taxa de evolução de f_B parece ser independente da riqueza no intervalo de desvio para o vermelho desta amostra.

Para medir a importância do parâmetro riqueza, investigamos relações do tipo $f_B(z, N)$ com várias dependências da riqueza (N^{-1} , $N^{-3/2}$, N^{-2} , e N^{-3}), e encontramos que a dependência que melhor se ajusta aos dados é N^{-2} . Quando riqueza e desvio para o vermelho são considerados encontramos uma relação para qual os dados indicam $\chi_\nu = 0.99$, e o F-teste indica com mais de 99% de confiança que a inclusão da riqueza é responsável pela obtenção de um χ_ν que indica que o rms final do ajuste é consistente com o espalhamento observado na relação.

Finalmente, utilizamos 11 aglomerados com medidas em raios-X feitas pelo satélite ROSAT, para investigar se f_B e luminosidade em raios-X (L_X) apresentam alguma correlação. Esta pequena amostra não possibilita nenhuma conclusão definitiva. Encontramos apenas uma fraca correlação entre L_X e o desvio para o vermelho do aglomerado no sentido observado por Andreon & Ettori (1999) (aglomerados mais distantes parecem ser mais luminosos em raios-X), porém não observamos nenhuma tendência de f_B com L_X .

2.5 Discussão e Conclusões

Medimos o efeito BO numa amostra de 295 aglomerados de Abell com $z = 0.05 - 0.38$. Nossas conclusões são resumidas a seguir.

1. As galáxias azuis responsáveis pelo efeito BO são em geral menos luminosas que a população de galáxias *early-type*, e são encontradas preferencialmente nas regiões externas dos aglomerados.
2. O diagrama $f_B \times z$ indica forte evolução da população de galáxias, porém um espalhamento maior que o erro nas medidas de f_B e z_{phot} é observado. Investigamos a dependência de f_B com a riqueza dos aglomerados e encontramos que a fração de galáxias azuis está relacionada à riqueza dos aglomerados, no sentido de que aglomerados mais pobres possuem maior número de galáxias azuis. Por outro lado, a taxa de evolução de f_B (inclinação da relação $f_B(z)$) parece ser independente da riqueza no intervalo de desvio para o vermelho entre 0.1 e 0.2. Quando riqueza e desvio para o vermelho são considerados juntamente, o espalhamento de f_B é consistente com os erros de f_B .
3. Na pequena amostra de 11 aglomerados para os quais temos medidas em raios-X encontramos alguma evidência de correlação entre L_X e desvio para o vermelho, no sentido de que aglomerados mais distantes parecem ser mais luminosos em raios-X. Contudo, nenhuma correlação entre f_B e L_X é observada.

Photometric Properties of 47 Clusters of Galaxies: I. The Butcher-Oemler Effect

V. E. Margoniner^{1,2} and R. R. de Carvalho²

Email: vem@physics.bell-labs.com, reinaldo@on.br

ABSTRACT

We present *gri* CCD photometry of 44 Abell clusters and 4 cluster candidates. Twenty one clusters in our sample have spectroscopic redshifts. Fitting a relation between mean *g*, *r* and *i* magnitudes, and redshift for this subsample, we have calculated photometric redshifts for the remainder with an estimated accuracy of ~ 0.03 . The resulting redshift range for the sample is $0.03 < z < 0.38$. Color-magnitude diagrams are presented for the complete sample and used to study evolution of the galaxy population in the cluster environment. Our observations show a strong Butcher-Oemler effect (Butcher & Oemler 1978, 1984), with an increase in the fraction of blue galaxies (f_B) with redshift that seems more consistent with the steeper relation estimated by Rakos and Schombert (1995) than with the original one by Butcher & Oemler (1984). However, in the redshift range between ~ 0.08 and 0.2, where most of our clusters lie, there is a wide range of f_B values, consistent with no redshift evolution of the cluster galaxy population. A large range of f_B values is also seen between ~ 0.2 and 0.3, when Smail et al. (1998) x-ray clusters are added to our sample. The discrepancies between samples underscore the need for an unbiased sample to understand how much of the Butcher-Oemler effect is due to evolution, and how much to selection effects. We also tested the idea proposed by Garilli et al. (1996) that there is a population of unusually red galaxies which could be associated either with the field or clusters, but we find that these objects are all near the limiting magnitude of the images ($20.5 < r < 22$) and have colors that are consistent with those expected for stars or field galaxies at $z \sim 0.7$.

Subject headings: galaxies: clusters – evolution – color – photometry

¹Bell Laboratories, Lucent Technologies, Murray Hill, NJ 07974

²Observatório Nacional, CEP 20921-400, Rio de Janeiro, Brazil

1. INTRODUCTION

The existence of a linear locus in the color-magnitude diagram is a main characteristic of the early-type galaxy population in clusters. The effect in which the brightest galaxies are also the most red ones was studied in a systematic way by various authors. Visvanathan & Sandage (1977) obtained spectral energy distributions (SEDs) over a wide range of wavelengths for Virgo cluster galaxies and were one of the first to establish not only the existence, but also the dependence of the slope of the color-magnitude relation with wavelength.

The slope of the color-magnitude relation can be explained as an age effect, implying that the most luminous, massive galaxies, are older, or as a metallicity effect, consistent with the most luminous galaxies being more metal rich. *Hubble Space Telescope* (HST) observations have shown that the color-magnitude relation continues to be very well defined for early-type galaxies in high redshift clusters up to $z \sim 1$ (Standford et al. 1998, Kodama et al. 1998, Ellis et al. 1997), as well as in the field (Kodama et al. 1999). These observations suggest that at high redshift the early-type population already consists of old, passively evolving systems. Ellis et al. (1997), Standford et al. (1998) estimated that these galaxies were formed at $z > 2$, and therefore the color-magnitude relation can not be explained as a purely age effect. Also, Terlevich et al. (1999) used spectral absorption line indices, together with broad band photometry, to investigate how mean age and metal abundance correlate with galaxy luminosity and find that the color-magnitude relation in Coma is driven primarily by a luminosity-metallicity correlation.

However, recent observations by Worthey (1996) indicate that star formation is still occurring in $\sim 2/3$ of low redshift ellipticals and that many of these galaxies have ages less than half a Hubble time. The scatter in age of the early-type galaxy population can still be consistent with a well defined color-magnitude relation if galaxies assembling more recently are on average more metal-rich than older galaxies of same luminosity (Ferrerias et al. 1998), which is consistent with Worthey's observations that show a trend for younger large galaxies to be more metal rich.

The luminosity-metallicity relation can be created as a result of the different efficiency of supernova galactic winds to eject gas from galaxies with different masses (Larson 1974). Massive galaxies are able to retain a high fraction of their gas, becoming more enriched than less massive galaxies which tend to lose their gas more easily. Another possible explanation for the origin of the luminosity-metallicity relation is the difference in merging dynamics between systems of different luminosities (Bekki and Shioya 1997). If the more luminous elliptical galaxies are formed by galaxy merging with more rapid star formation, less gas is tidally stripped from these systems during merging, and as a result a greater amount of the gas is enriched.

The universality of the color-magnitude relation (Visvanathan & Sandage 1977, Bower et al. 1992) makes it a powerful tool to study characteristics of the cluster galaxy population and its evolution. Butcher and Oemler (1978) observed the central regions of two rich, high redshift clusters of galaxies (CL 3C 295 at $z=0.46$ and CL 0024+1654 at $z=0.39$) and found an excess of blue galaxies in comparison to the typical early-type population which is found in the central

region of local clusters (Dressler 1980). In 1984, Butcher & Oemler published a study of 33 clusters in the redshift range between $z=0.003$ and 0.54 and confirmed that the fraction of blue galaxies in the inner region of clusters, where 30% of their galaxy population is found, increases with redshift. Butcher and Oemler's results were interpreted as detection of evolution in the population of galaxies, and many works regarding the nature of the blue galaxies followed.

Larson et al. (1980) suggested an evolutionary connection between S0 and spiral galaxies as the physical origin of the enhanced star formation in moderate redshift galaxies. The authors argue that S0s might be disk systems that lost their gas envelopes during the cluster collapse and consumed their remaining gas by star formation. This idea can explain the population of blue galaxies observed by Butcher and Oemler as spiral galaxies seen just before running out of gas, and the disappearance of this population in more evolved, low redshift rich clusters (Dressler et al. 1997, Couch et al. 1998). This idea is also in agreement with observations showing that the blue population lies preferentially in the outer edges of the cluster (Butcher and Oemler 1984, Rakos et al. 1997). Also, early-type galaxies in dense clusters are less metal-enriched than their counterparts in lower density environments (Rose et al. 1994), suggesting the truncation of star-formation in high density regions. The idea that the Butcher-Oemler effect is an evolutionary phenomenon is also reinforced by observations showing that star formation similar to that seen in distant clusters is still ongoing, although at a reduced level, in local clusters (Caldwell and Rose 1997).

HST images allowed the determination of the morphology of galaxies in high redshift clusters (Dressler et al. 1994, Couch et al. 1994, 1998). These data suggest that the blue Butcher-Oemler galaxies are predominantly normal late-type (i.e. small B/D ratios) spirals but also that dynamical interactions and mergers between galaxies may be an important process responsible for the star formation enhancement in those galaxies. Oemler et al. (1997) presented HST observations of four rich clusters at $z \sim 0.4$ confirming that most of the blue Butcher-Oemler galaxies have colors, luminosities and spatial distributions similar to the normal galaxies observed at low redshift. The authors show however that $\sim 30\%$ of these "normal" galaxies show abnormal patterns of star formation such as rings. Oemler et al. (1997) also find a large fraction of m/i galaxies, but argue that these objects can not account for most of the blue Butcher-Oemler galaxies. m/i galaxies do not follow the spatial distribution of the blue Butcher-Oemler objects, instead they are concentrated at the dense regions of the cluster following the distribution observed for E/S0 galaxies. Furthermore, Oemler et al. (1997) show that the m/i galaxies are too few to account for the Butcher-Oemler galaxies. Rakos et al. (1996) used narrowband photometry to study Butcher-Oemler galaxies and also found that the blue population consists of spiral-like systems with the addition of a small fraction of bright, blue interacting and merger systems. Rakos and Schombert (1995) find that the fraction of blue galaxies increases from 20% at $z = 0.4$ to 80% at $z = 0.9$, suggesting that the evolution in clusters is even stronger than previously indicated by Butcher and Oemler.

Although the Butcher-Oemler effect has been debated in many studies, and many evolutionary

theories have been proposed, there are some suggestions of strong selection biases in Butcher and Oemler's original sample of clusters. Newberry et al. (1988) measured velocity dispersions and surface density of galaxies in clusters and found that there is a marked difference between local clusters and intermediate redshift ones. More recently, Andreon and Ettori (1999) measured x-ray surface brightness profiles, size, and luminosity of the Butcher-Oemler sample of clusters and conclude that this sample is not formed from the same kind of objects observed over a range of look-back times. The selection effects are not well understood, and might be mimicking evolutionary effects. Smail et al. (1998) used a well defined sample of 10 clusters in the redshift range $z = 0.22 - 0.28$ with high x-ray luminosity, and found that these massive clusters contain only a small fraction of blue galaxies. The Butcher-Oemler effect is not observed in this sample.

Also, in a visually selected sample of clusters, the presence of false structures, identified as clusters due to projection effects, is expected. The color of the galaxy population at such regions will tend to be bluer than observed in clusters, and the inclusion of these false clusters in the study of the Butcher-Oemler effect will tend to increase the number of structures with high fraction of blue galaxies. It is therefore important to be very careful in interpreting results from samples which might be biased, and the need for a well defined, statistically significant sample of clusters to study evolutionary effects is evident.

Garilli et al. (1995, 1996) observed clusters in the redshift range $0.05 \leq z \leq 0.25$ and used the color-magnitude relation to study their galaxy populations. The authors estimated the fraction of blue galaxies and did not find signs of evolution, but noticed the presence of a rather large number of red galaxies, with both $g-r$ and $r-i$ colors at least 0.3^m redder than the early-type sequence in the color-magnitude diagrams. These objects accounted for $\sim 7\%$ of the total galaxy population. They also noticed that about 1/3 of these red galaxies had $19.5 < m_r < 22$ and $r-i > 1$ which are typical of field galaxies at $z > 0.7$, but their $g-r \sim 1.2$ colors were not red enough for these galaxies to be at such a high redshift. The existence of such a population of galaxies would be very important for the models of stellar population in elliptical galaxies, and for this reason we used the same methodology as Garilli et al. (1996) to search for a red galaxy population in our sample.

The slope, intercept, and scatter of the color-magnitude relation can also be used to study the evolution of galaxy population in clusters. Many authors (Rakos and Schombert 1995, Ellis et al. 1997, Gladders et al. 1998, Kodama et al. 1998, Stanford et al. 1998, Pahre 1998, 1999) have found that the observations are consistent with models in which most early-type galaxies in rich clusters are old, passively evolving systems. Bower et al. (1998) proposed a model on which star formation occurs over an extended period of time in most galaxies with star formation being truncated randomly. This type of star formation allows both for the small scatter of the color-magnitude relation which is observed up to $z \sim 1$, and for the presence of the blue galaxy population at intermediate redshift clusters (Butcher-Oemler effect).

Bower et al. (1998) have also shown how is it possible to use the color-magnitude relation as a constraint on the formation of rich clusters. Mergers will tend to reduce the slope and increase the

scatter of the color-magnitude relation, therefore, the ratio between the scatter and the slope of the relation can be used to study the degree of merging between pre-existing stellar systems. The authors analyze the cases of random and hierarchical mergers and show that the first case would tend to very rapidly destroy the relation and that the second case allows for the color-magnitude relation to persist through a larger number of mergers.

In this work we present the color-magnitude relation for 48 clusters, and then use them to study the Butcher-Oemler effect, and to search for a population of red galaxies in the sample. In order to study the Butcher-Oemler effect, we need to know the redshifts of the clusters. We use the 21 clusters for which there are spectroscopic redshift measurements to construct an empirical relation that allows the estimation of photometric redshifts for the remainder. The paper is organized as follows. In §2 we describe the observations and data reduction. §3 gives a description of the galaxy catalog construction. The results are presented in §4, and the summary and conclusions are shown in §5. We will examine the evolution of the color-magnitude relation and investigate the merger history of the galaxy population in a forthcoming paper.

2. OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

2.1. Observations

We obtained CCD images of 48 clusters in four runs between March 1997 and November 1998. All data were taken with the Tek 2K-3 detector at the Cassegrain focus of the 0.9m telescope at the Cerro Tololo Interamerican Observatory (CTIO). The CCD has 2048 x 2048 pixels, each pixel covering 0.396'', corresponding to a field of $\sim 13.5' \times 13.5'$, or $\sim 0.5 - 6.7$ Mpc at $z = 0.03 - 0.38$ ($H_0 = 67 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$). We observed 44 Abell clusters and 4 cluster candidates detected in POSS-II (Second Palomar Sky Survey) (Gal et al. 1999) photographic plates. The images were taken through the g , r and i filters of the Thuan & Gunn (1976) photometric system, with effective wavelengths and widths of 5118 Å and 900 Å for g , 6798 Å and 1000 Å for r , and 8100 Å and 1500 Å for i . The exposure times varied between 15-60 minutes in the g band, 10-20 minutes in the r band, and 10-15 minutes in the i band.

Details of the observations are shown in Table 1. In column 1 the ACO (Abell, Corwin & Olowin 1989) cluster number or the candidate identification is given; column 2 shows the observation date; columns 3, 4 and 5 list the exposure times in the g , r and i bands; the seeing is given in columns 6, 7 and 8, and the limiting magnitudes (see section 3.2) are listed in columns 9, 10 and 11 for each band.

2.2. Data Reduction

The raw images were corrected for the usual instrumental effects of "bias", "dome flat", "sky flat", and "illumination". It was also necessary to apply a "shutter" correction for short exposure images ($T_{exp} < 20sec$) such as "dome flats" and standard stars. In this case, the time for the shutter to open and to close is important compared to the total exposure time and therefore the borders of the CCD collect photons for a shorter time than its central part.

2.3. Photometric Calibration

The photometric calibration of the magnitude scale was determined by the observation of ~ 5 standard stars from the Thuan & Gunn (1976) list in each night. The color equation, which establishes the relation between instrumental and calibrated magnitudes, is given by eq.(1).

$$g_{cal} = g_{inst} + A + Bsec(z) + C(g - r)_{inst} \quad (1)$$

where A is the zero point of the magnitude scale; B is the extinction coefficient; and C is the color term coefficient. Similar color equations were determined for the r and i bands, with the color terms established from the $g - r$ and $g - i$ colors respectively.

When possible, the color equations were determined for each night in the three photometric bands. Because the number of standard stars with i calibration is very limited, there were nights when we did not observe enough standard stars in this band to allow us to determine this calibration. However, we found that the color equation coefficients were always in close agreement for the nights within a specific run. We therefore used the stars observed in each run to derive mean g , r and i color equations (i.e. A, B and C coefficients) for each run. The color equations derived for each run showed rms errors of at most 0.025^m in g , 0.017^m in r , and 0.009^m in i . These errors could justify the use of the same color equations for each entire run, but in order to avoid small systematic errors we decided to use the zero points of the magnitude scale estimated individually for each night. The zero points determined using the mean extinction and color term coefficients previously calculated for each run are listed in Table 2, and have errors that are consistent with the rms values of the color equations. In Figure 1 we show the comparison between magnitudes of standard stars published by Thuan & Gunn (1976) and our final calibrated measurements.

2.3.1. External Errors

The external photometric errors were estimated by comparison between the measurements of clusters that were observed in different nights and runs. Abell cluster 2700 was observed in three different nights, and two other clusters (A248, and A324) were observed twice. Figure 2 shows the

residuals of the magnitudes, in each band, for Abell 2700. The residuals are calculated from the galaxies brighter than the limiting magnitude (see §3.2) of the CCD images, and we found mean values of 0.042 in g , 0.017 in r , and 0.048 in i , which are of the same order as the rms values of the color equation.

3. GALAXY CATALOG CONSTRUCTION

3.1. Detection and Classification

The detection and classification of objects in the CCD images were performed using a modified version of the FOCAS (Faint Object Classification and Analysis System, Valdes 1982) package. The first step in the construction of those catalogs is the detection of objects. We used a detection limit of two times the standard deviation of the background sky, which corresponds to $\sim 7\%$ of the local sky value. We used also a minimal detection area of 25 pixels, which is ~ 2 times greater than the average seeing disc.

FOCAS calculates about 30 photometric attributes for each detected object, including the total and aperture magnitudes. The total magnitude is determined with the use of an algorithm which extends the detection isophote to lower surface brightness limits. When the area of the extended isophote become two times bigger than the area of the initial detection isophote the total magnitude is computed. The aperture magnitude is calculated from the flux inside a central circular region of radius $5.15''$.

Another important step in the construction of the CCD catalogs is the determination of the point spread function (PSF) which is used in the classification procedure. Stellar, non-saturated, objects with magnitudes between 16^m and 19^m are selected to construct the PSF. A visual inspection on the objects selected by FOCAS as stars allowed us to exclude asymmetric objects, and the final PSF for each image was determined with typically 35 stars. The classification of the objects was performed by FOCAS using the determined PSF (Valdes 1982). To avoid the inclusion of clearly misclassified objects we carried out a visual inspection before the construction of the catalog (the data are available upon request).

3.2. Limiting Magnitude

The histogram of total magnitudes of all the detected objects (stars and galaxies) was used to estimate the limiting magnitude for each CCD image. This limiting magnitude was determined by the last bin of magnitude before the counts start to drop significantly (Picard 1991). The values are listed in Table 1 for each cluster, in the three photometric bands.

4. RESULTS

4.1. Color-Magnitude Diagrams

In Figure 3 we present the $r - i \times r$ and $g - r \times r$ color-magnitude relations for all the clusters in our sample. The linear fit shown by a solid line was, in general, determined using the galaxies in the magnitude range between $M^* - 1$ and $M^* + 2$, where $M^* = -20.91$ ($h = 0.75$) (Lin et al. 1996). Objects with $r < 16.0$ can be saturated in our images and were excluded from our analysis, and for this reason the limiting magnitude to fit the color-magnitude relation of the lower redshift clusters was extended to $M^* + 3$ (Abell 119, 168, 509, 1134, 2103) and $M^* + 4$ (Abell 189, 261, 1260, P861C1). Also, because the average limiting magnitude of our sample is $r \sim 22.0$, we excluded fainter objects from our fitting procedure. The data was binned in intervals of 0.5 mag, except for the first bin for which we impose that there should be at least 5 galaxies. We then used ROSTAT (Beers et al. 1990) to determine the median color and magnitude in each bin, as well as its bi-weight dispersion. The fitting procedure was done with the GaussFit program (Jefferys et al. 1988), which allows the usage of several methods for solving least squares and robust estimation problems. After testing many of these procedures, we decided to use the ‘‘Orthogonal Regression M-Estimates’’ (orm), considering the color dispersion in each magnitude bin, to fit the color-magnitude relation.

4.2. Photometric Redshifts

In order to study the Butcher and Oemler effect we need to know the redshift of the clusters. The 21 clusters with spectroscopic measured redshift were used in the construction of an empirical relation between redshift and mean gri magnitudes, that was then applied to estimate photometric redshifts for the remainder. The idea of estimating cluster redshifts using magnitudes and colors is based on the fact that in the central region of clusters the population is dominated by early-type galaxies (Dressler 1980, 1997). If we assume that the same SED is typical of all clusters, the apparent magnitude and consequentially the colors of these galaxies can be used to estimate redshifts because of the strong 4000 Å break feature typical of this population. We used the thirty brightest galaxies, after a statistical background correction, to estimate mean magnitudes representative of each cluster and fit a first order polynomial relation $z(g, r, i)$.

The background correction is very important if one is trying to study the cluster galaxy population, and it is also a difficult matter due to the field-to-field fluctuations on the number counts. Usually the best approach in estimating the back and foreground contamination is the use of an annulus around the cluster. Unfortunately the CCD images presented in this work sample only the central region of clusters and therefore it is not feasible to determine corrections for each cluster individually. We used the mean counts in 5 control fields to estimate the background magnitude distribution. The mean number of interlopers subtracted from each field is 12 with an

rms variation of ± 4.6 among the 5 different control regions.

The comparison between spectroscopic and photometric redshifts is shown in Figure 4 and the dispersion of $z_{spect} - z_{phot}$ is $\sigma_z = 0.03$. This residual is of the same order as found by other works such as Connolly et al. (1995), Brunner et al. (1997), and Yee et al. (1999). Connolly et al. (1995) were the first to use an empirical approach to estimate photometric redshifts and using photographic data found a dispersion of $\sigma_z = 0.047$ when comparing spectroscopic and photometric redshifts for galaxies out to $z \sim 0.5$. Brunner et al. (1997), using CCD observations in 4 photometric bands, were able to obtain a relation with dispersion of $\sigma_z = 0.023$ for clusters in the redshift range between 0.0 and 0.4. Recently, Yee et al. (1999) used the C-M relation to determine redshifts with a mean dispersion of $\sigma_z = 0.028$ for clusters at $0.1 < z < 0.7$.

We also estimated photometric redshifts using only the early-type population of the clusters. The selection of cluster early-type galaxies can be done with an efficiency better than 90%, based on two-color and morphological information (Pahre 1998, 1999). The dispersion between spectroscopic and photometric redshifts obtained from the early-type galaxies brighter than 21^m is $\sigma_z = 0.04$. Comparing this result with the previous one, it is clear that using all the galaxies in the central region of the clusters is consistent with using elliptical galaxies only. This is consistent with the central region of rich, regular clusters being populated mainly by early-type galaxies (morphology-density relation, Dressler 1980, 1997).

Cluster coordinates and redshifts are presented in Table 3. The ACO cluster number or candidate identification is given in column 1; R.A. and Dec. coordinates for 1950 are listed in columns 2 and 3; the Abell richness class is given in column 4; The redshift is given in column 5, and the reference for this redshift is listed in column 6. Column 7 gives the fraction of blue galaxies calculated as described in 4.3.

4.3. Butcher-Oemler Effect

Butcher & Oemler (1984) (hereafter BO84) searched for signs of evolution in the galaxy population of clusters studying a sample of 33 clusters of galaxies with redshifts between 0.003 (Virgo) and 0.54. The galaxies brighter than $M_V = -20$, inside the central region containing 30% of the cluster population (R_{30}) were selected, and those with rest-frame $B - V$ colors at least 0.2 mag bluer than the ridge of the early-type galaxies in the color-magnitude diagrams were classified as "blue". The authors defined the fraction of blue galaxies (f_B) as the ratio between the number of blue and total number of galaxies, and found that f_B is approximately constant until $z \sim 0.1$ and starts to increase linearly for higher redshift clusters.

Our CCD images are $\sim 13.5' \times 13.5'$ and sample only the central part of the clusters. For this reason it was not possible to determine R_{30} for each cluster individually and we decided to adopt a fixed physical size of radius 0.7 Mpc, which corresponds to the mean R_{30} used by BO84. We then selected the galaxies inside this region which, after $k(z)$ correction, were found to be in the

magnitude range between $M^* - 1$ and $M^* + 3$, where $M^* = -20.91$ (Lin et al. 1996) assuming $h = 0.75$. The galaxies with $g - r$ colors at least 0.2 mag bluer than the locus of the early-type galaxies in the color-magnitude diagrams (Figure 3) were identified as blue, because a change of 0.2 mag in the $B - V$ color of an elliptical galaxy corresponds to approximately the same change in its $g - r$ color (Jorgensen 1995).

The background correction is very important in this study, and it tends to decrease f_B since the field galaxies are in general bluer than the early-type population typically found in the central region of clusters (Dressler 1980). BO84 estimated background corrections in different ways for different clusters, but their main idea was to use the population of galaxies around the clusters. Our fields are too small to allow such corrections, and therefore we used 5 control fields observed during the first run to estimate the background correction. Since the number of background galaxies contaminating each cluster depends on its redshift, and the number of background galaxies which would be identified as blue depends also on each cluster C-M relation, the background correction was applied individually. Usually, the number of galaxies r between $M^* - 1$ and $M^* + 3$ (where $M^* = -20.91$ assuming $h = 0.75$, Lin et al. 1996) detected in a cluster image is 94, and the background counts are 38, with a variation of ± 8 galaxies among the 5 different control regions. The number of blue galaxies is on average 23, and there are usually 9 ± 2 background galaxies that would be selected as blue.

Several corrections need to be applied to guarantee that the same physical region, and the same interval in the luminosity function (LF) of the clusters, are being used to compute the fraction of blue galaxies. Clusters at low redshift suffer from two different problems: 1) our CCD fields are not big enough to observe a region of radius 0.7 Mpc; and 2) the brightest objects (around $M^* - 1$) are saturated. For clusters at higher redshifts, the fainter objects (around $M^* + 3$) are not detected. To estimate the effect of measuring f_B at different regions in the cluster we used 5 clusters in the redshift range $z = 0.16 - 0.18$ for which the angular sizes are small, and for which the entire magnitude interval from $M^* - 1$ to $M^* + 3$ can be observed. The mean fraction of blue galaxies computed at different radius is shown in Figure 5, and the errorbars are $rms/\sqrt{5}$. Fitting a linear relation to the points we find:

$$f_B = 0.103 \times (R/0.7) + 0.185 \quad (\sigma_{f_B} = 0.093) \quad (2)$$

where R is the radius in Mpc.

The idea that the fraction of blue galaxies increases in the outer parts of the cluster is in agreement with previous results. This behavior was already noticed by BO84 in their original work, and Rakos et al. (1997) also observe this trend in the detailed study of Abell 2317. This is also consistent with the work by Dressler and Gunn (1992), Dressler et al. (1994) and Oemler et al. (1997), which shows that early-type galaxies cluster more strongly than those with signs of recent or ongoing star-formation.

To estimate the effect of losing objects off the bright or faint ends of the chosen magnitude range, we use the sample of clusters at moderate redshift ($0.085 < z < 0.175$), for which we are

able to observe the entire interval of $M^* - 1$ to $M^* + 3$ and therefore to calculate f_B at various limiting magnitudes. The sample was subdivided in two ($0.085 < z < 0.130$ and $0.130 < z < 0.175$) in order to check if clusters at different redshifts show a different distribution of luminosities of its blue galaxy population. Figure 6a shows the result of missing the cluster brightest objects (f_B versus Δ_{mag} , where $\Delta_{mag} = (M^* + 3) - (M^* - ?)$), and Figure 6b indicates the effect of losing the faintest ones (f_B versus Δ_{mag} , where $\Delta_{mag} = (M^* + ?) - (M^* - 1)$). Two main results can be drawn from these figures: (1) the fraction of blue galaxies inside a fixed radius of 0.7 Mpc is larger for clusters at higher redshift (open circles) than for the lower redshift ones (open squares) (Butcher-Oemler effect); (2) f_B increases as brighter objects are excluded from the sample (Fig 6a) and decreases if the faint objects are missing (Fig 6b), indicating that the blue galaxy population is faint. The results are the same for the two subsamples, and the slope of the f_B versus Δ_{mag} relations does not show significant change with redshift. We therefore use the entire sample of clusters (between $0.085 < z < 0.175$) to estimate the effect of measuring f_B at different intervals of magnitude. The following two equations indicate the linear fits for losses from the bright and faint ends, respectively, obtained from the total mean points (solid dots).

$$f_B = -0.034 \times \Delta_{mag} + 0.362 \quad (\sigma_{f_B} = 0.064) \quad (3)$$

$$f_B = +0.055 \times \Delta_{mag} + 0.016 \quad (\sigma_{f_B} = 0.050) \quad (4)$$

The point at $\Delta_{mag} = 2.0$ in Figure 6b, corresponding to the magnitude interval between $M^* - 1$ and $M^* + 1$, was excluded from the fitting procedure. This point was ignored because when the faint objects are excluded the number of cluster galaxies drops dramatically, significantly increasing the errors in f_B . This effect is not as important when the brightest objects are missing, since the number of faint objects is always much larger than the number of bright objects. Although BO84 were limited to much brighter objects, they find the same tendency observed in our sample. The blue galaxies are also the faintest ones. Rakos et al. (1997) found an opposite trend in A2317 ($z = 0.211$). The authors calculated f_B at four magnitude bins and found that f_B is highest in the brighter bin, drops in the two intermediate bins, and rises again in the fainter one. The fact that the blue galaxies in more evolved, low redshift clusters are faint, and that a greater number of bright blue galaxies is found in higher redshift or less evolved clusters seems to support the idea that BO galaxies are late-type, low surface brightness objects, which fade after a burst of star formation (RS95).

The CCD images presented here are deeper than the photographic plates used by BO84, therefore allowing us to include fainter galaxies in our f_B estimate. On the other hand, BO84 were able to measure the brightest cluster objects that are usually saturated in our images. As it can be seen from Figures 6a and 6b the differences in the magnitude interval used to determine f_B strongly affects its measurements. In order to compare our results with BO84 we need to "correct" our fraction of blue galaxies as if we had used the same limiting magnitudes. If we assume that the typical $g - r$ color of an elliptical galaxy at $z = 0$ is 0.44 (Small 1996), the $M_V = -20$ limiting magnitude used by BO84 corresponds approximately to $M_r = -20.19$ (Jorgensen et al. 1995). This is the same as limiting our sample at $M^* + 0.72$, which results in a reduction of 0.13 (Figure

6b) from our f_B values. BO84 give no limiting magnitude for brighter objects, so we apply no correction for this effect. However, we do not expect this to be a major problem since it can be seen from Figures 6a and 6b (and equations 3 and 4) that the effect of missing bright objects is weaker than that of missing faint objects. Comparing the two clusters that we have in common with BO84, we find that their f_B measurements are 0.13 (for Abell 1689) and 0.16 (for Abell 370) lower than ours, indicating that our correction of 0.13 is reasonable.

The final fractions of blue galaxies are shown in column 7 of Table 3 and in Figure 7a. The quoted f_B errors are $(N)^{1/2}$ of the number of galaxies after background correction. Abell 1993 shows an extremely high fraction of blue galaxies (0.606 ± 0.141) that can be due to a wrong redshift estimation and/or to the common problem of projection effects existent in catalogs of clusters constructed from visual inspection of images. This is a not very well studied cluster and the last reference is from Abell et al. (1989) and for this reason we decide not to include it in Figure 7 and in the following discussion. Figure 7b shows the mean f_B values for intervals of 0.04 in redshift for the clusters with spectroscopic redshifts (filled circles), and for the clusters with estimated photometric redshifts (open circles). Both photometric and spectroscopic redshift samples show the same behavior in the $f_B \times z$ plot. In Figure 7c we plot the mean f_B values for the clusters in our sample (filled circles), for BO84's clusters (open squares), and for 10 x-ray clusters observed by Smail et al. (1998) (crosses). The solid and dashed lines shown in figure 7 represent respectively the relation originally found by BO84, and the one estimated by Rakos and Schombert (1995, hereafter RS95) in their study of 17 clusters. The dotted line represent a linear fit to the binned mean points from our sample.

In order to check the adherence of the points to BO84, RS95 and to our estimated $f_B \times z$ relation we plot in Figure 7d the accumulated product $f_B \times \Delta z$ for our data and for the three relations. The data seems more consistent with our relation and also with RS95 relation which is very similar to ours except for an offset due to the negative fraction of blue galaxies that we find at lower redshifts. The data shows a stronger increase in the fraction of blue galaxies with redshift than estimated by BO84. The dot-dash line indicates the behavior assuming no evolution, or a constant f_B of 0.09. This is a mean value estimated from the clusters with spectroscopic redshift in our sample, and it is clear that f_B is not constant: there is an absence of blue galaxies at local clusters, and an excess of blue objects at higher redshifts.

Andreon and Etti (1999) used x-ray measurements of BO84 sample to argue that these clusters are not part of the same class of objects, and that therefore the increase in the fraction of blue galaxies with redshift might be simply a selection effect. Smail et al. (1998) studied the Butcher-Oemler effect in clusters at 0.22 - 0.28 with similar x-ray luminosity, which should result in a sample consisting of the same kind of objects, and did not find the evolutionary trend shown in BO84, RS95 and in our data. Their observations, binned in redshift, are indicated by two crosses in Figure 7c and lie well below previous observations. It is interesting to note that if we concentrate our attention only in the redshift range between 0.08 and 0.2 (see Figure 7a), where we observed 10 times more clusters than BO84 and where most of our sample lies, we find objects

with a wide range in f_B . These observations, as well as Smail et al. (1998) measurements, might be indicating that the Butcher-Oemler effect is at least partially due to selection effects that are still not well understood. A complete, statistically significant sample of clusters, representative of all kinds of clusters at a certain redshift, should be able to resolve this question. Unfortunately, such a complete sample is very hard to observe, and any sample will always be biased toward richer, more luminous systems, but a very large sample should contain most kinds of clusters at a given redshift. With this purpose we are now analyzing a sample of ~ 500 clusters that were observed in the same way described in this work. This large CCD sample of Abell clusters was primarily obtained to calibrate the POSS-II (Second Palomar Sky Survey) photographic plates and is now also being used to study the population of galaxies in clusters and its evolution.

4.4. Anomalously Red Galaxies?

In each cluster we selected as red all the galaxies with $g-r$ and $r-i$ colors 0.3^m above the lines in Figure 3, and brighter than $m_r = 22^m$. The upper panels in Figure 8 show the histograms of m_r , $g-r$, and $r-i$ of the red galaxies. The filled histograms represent objects with $r-i \geq 1$. As it can be seen from upper panel, most of those objects are faint having m_r between 20.5^m and 22^m and have $g-r$ colors varying from ~ 0.8 up to 2.4. Objects with $g-r \sim 1.8$ are red enough to be in agreement with the observation of a high redshift ($z \sim 0.7$) population of galaxies with $r-i \geq 1$. Such red colors are due to the heavy k-corrections for elliptical galaxies at $z > 0.4$ (see Figure 2 of Gal et al. 1999 for $(g-r) \times (r-i)$ tracks for different types of galaxies as a function of redshift). At $z \sim 0.4$ the 4000 Å break feature typical of elliptical galaxies enters the g band causing a dramatic drop in its blue luminosity. The objects with $g-r \sim 1.2$ seem to correspond to the anomalously red galaxies found by Garilli.

Most of the stars with $r-i \geq 1$ have $g-r \sim 1.2$ (Kennefick 1996), so stellar contamination could be responsible for at least part of this red population. In order to study the seeing effect in this population, the sample was divided in two: one with better seeing ($FWHM < 1.44''$), and other with worse seeing ($FWHM > 1.44''$) in r band. The bad seeing observations shown in the central panels of Figure 8 present mainly one peak around 1.2^m on the $g-r$ distribution. But the $g-r$ distribution from the better seeing images (lower panels in Figure 8) shows also the presence of redder objects, which indicates that at least part of those anomalously red objects are in fact stars that were misclassified as galaxies. This effect should be even stronger for the Garilli et al. (1996) data, which had an average poor seeing of $2''$. Furthermore, only 42% of the "anomalously" red galaxies classified as galaxies in r were also classified as galaxies in g and i , while 71% of the rest of the r galaxies were classified as galaxies in all filters.

5. SUMMARY AND CONCLUSIONS

We present a photometric study of 48 clusters of galaxies. Color-magnitude diagrams are shown for the entire sample, and used to study the Butcher-Oemler effect and the population of red galaxies. We also present photometric redshifts for the clusters for which there are not spectroscopic measurements. The photometric redshift is estimated from the colors and magnitudes of cluster galaxies and has an accuracy of ~ 0.03 . Our main conclusions are summarized as follows:

1. The blue, Butcher-Oemler galaxies, lie preferentially in the outer edges of the cluster, and are in general fainter than the cluster early-type population.
2. We find that the increase in the fraction of blue galaxies with redshift seems more consistent with the relation estimated by RS95 than with the original one by BO84. We predict a linear $f_B \times z$ relation consistent with RS95 estimation for $z > 0.08$ but in which the fraction of blue galaxies continues to decrease for lower redshifts. This result is consistent with the observation of a smaller number of blue galaxies in the cluster region than would be observed in a blank field region of the same angular area. However, there is no redshift evolution of f_B in the range between ~ 0.08 and 0.2, where most of our clusters lie. Also, a large range of f_B values is seen between ~ 0.2 and 0.3 when Smail et al. (1998) x-ray clusters are added to the $f_B \times z$ plot. We are currently analyzing a sample of ~ 500 clusters which might help in understanding the selection effects and may clarify the results.
3. Studying the population of red galaxies in our images we found that some of these objects have colors that are normal for background galaxies, and that the colors of the supposedly anomalous red objects are typical of stars. The fact that these objects are near the limiting magnitude of our sample, and that they are found in greater number at the bad seeing images, lead us to the conclusion that at least part of those objects are stars that were misclassified as galaxies.

We would like to thank D. Wittman, J.A. Tyson, H.V. Capelato, R.R. Gal, and S.C. Odewhan for very helpful comments and suggestions which helped to improve the paper. We also thank the anonymous referee for the detailed revision and useful recommendations provided for this work.

REFERENCES

- Abell G.O., Corwin Jr.H.G., Olowin R.P., 1989, *ApJS*, 70, 1
- Andreon S., Ettore S., 1999, *ApJ*, 516, 647
- Beers T.C., Flynn K., Gebhardt K., 1990, *AJ*, 100, 32
- Bekki K., Shioya Y., 1997, *ApJ*, 486, 197
- Bower R.G., Kodama T., Terlevich A., 1998, *MNRAS*, 299, 1193
- Bower R.G., Lucey J.R., Ellis R.S., 1992, *MNRAS*, 254, 601
- Brunner R.J., Connolly A.J., Szalay A.S., 1997, *ApJ*, 482, 21
- Butcher H., Oemler A.Jr., 1978, *ApJ*, 219, 18
- Butcher H., Oemler A.Jr., 1984, *ApJ*, 285, 426 (BO84)
- Caldwell N., Rose J.A., 1997, *AJ*, 113, 492
- Connolly A.J., Csabi I., Szalay A.S., 1995, *AJ*, 110, 6
- Couch W.J., Ellis R.S., Sharples R.M., Smail I., 1994, *ApJ*, 430, 121
- Couch W.J., Barger A.J., Smail I., Ellis R.S., Sharples R.M., 1998, *ApJ*, 497, 188
- Dixon K.L. Godwin J.G., Peach J.V., 1989, *MNRAS*, 239, 459
- Dressler A., 1980, *ApJ*, 236, 351
- Dressler A., Gunn J.E., 1992, *ApJS*, 78, 1
- Dressler A., Oemler A.Jr., Butcher H.R., Gunn J.E., 1994, *ApJ*, 430, 107
- Dressler A., Oemler A.Jr., Couch W.J., Smail I., Ellis R.S., Barger A., Butcher H.R., Poggianti B.M., Sharples R.M., 1997, *ApJ*, 490, 577
- Ellis R.S., Smail I., Dressler A., Couch W.J., Oemler A.Jr., Butcher H.R., Sharples R.M., 1997, *ApJ*, 483, 582
- Ferreras I., Charlot S., Silk J., 1998, *ApJ*, 521, 81
- Fetisova T.S., Kuznetsov D.Y., Lipovetskii V.A., Starobinskii A.A., Olovin R.P., 1993, *AstL*, 19, 198
- Gal R.R., de Carvalho R.R., Odewhan S.C., Djorgovski S.G., Margoniner V.E., 1999, submitted to *AJ*, (astro-ph/9910173)
- Garilli B., Bottini D., Maccagni D., Carrasco L., Recillas E., 1996, *ApJS*, 105, 191
- Garilli B., Maccagni D., Carrasco L., Recillas E., 1995, *A.S.P Conf. Ser.*, 86, 297
- Gladders M.D., López-Cruz O., Yee H.K.C., Kodama T., 1998, *ApJ*, 501, 571
- Jefferys, W.H., Fitzpatric M.J., McArthur B.E., 1988 *Celest. Mech.*, 41, 39
- Jorgensen I., Franx M., Kjærgaard P., 1995, *MNRAS*, 273, 1097

- Kennefick J.D., 1996, *Phd Thesis, California Institute of Technology*
- Kodama T., Arimoto N., Barger A.J., Aragón-Salamanca A., 1998, *A&A*, 334, 99
- Kodama T., Bell E.F., Bower R.G., 1999, *MNRAS*, 302, 152
- Larson R.B., 1974, *MNRAS*, 169, 229
- Larson R.B., Tinsley B.M., Caldwell N., 1980, *ApJ*, 237, 692
- Ledlow M.J., Owen F.N., 1995, *AJ*, 109, 853
- Lin H., Kirshner R.P., Shectman S.A., Landy S.D., Oemler A., Tucker D.L., Shechter P.L., 1996, *ApJ*, 464, 60
- Newberry M.V., Kirshner R.P., Boroson T.A., 1988, *AJ*, 335, 629
- Oemler A.Jr., Dressler A., Butcher H.R., 1997, *ApJ*, 474, 561
- Pahre M.A., 1998, *Phd Thesis, California Institute of Technology*
- Pahre M.A., 1999, submitted to *AJ*
- Picard A., 1991, *Phd Thesis, California Institute of Technology*
- Postman M., Huchra J.P., Geller M.J., 1992, *ApJ*, 384, 404
- Rakos K.D., Odell A.P., Schombert J.M., 1997, *ApJ*, 490, 201
- Rakos K.D., Maindl T.I., Schombert J.M., 1996, *ApJ*, 466, 122
- Rakos K.D., Schombert J.M., 1995, *ApJ*, 439, 47 (RS95)
- Rose J.A., Bower R.G., Caldwell N., Ellis R.S., Sharples R.M., Teague P., 1994, *AJ*, 108, 2054
- Slinglend K., Batuski D., Miller C., Haase S., Michaud K., Hill J.M., 1998, *ApJS*, 115, 1
- Smail I., Dressler A., Couch W.J., Ellis R.S., Oemler A.Jr., Butcher H., Sharples R.M., 1997, *ApJS*, 110, 213
- Smail I., Edge A., Ellis R., Blandford R., 1998, *MNRAS*, 293, 124
- Small T., 1996, *Phd Thesis, California Institute of Technology*
- Stanford S.A., Eisenhardt P.R., Dickinson M., 1998, *ApJ*, 492,461
- Struble M.F., Rood H.J., 1991, *ApJS*, 77, 363
- Terlevich A.I., Kuntschner H., Bower R.G., Caldwell N., Sharples R.M., 1999, submitted to *MNRAS*(astro-ph/9907072)
- Thuan T.X., Gunn J.E., 1976, *PASP*, 88, 543
- Valdes F., 1982, *Instrumentation in Astronomy IV, S.P.I.E. Proceedings*, Vol. 331, 465
- Visvanathan N. & Sandage A., 1977, *ApJ*, 216, 214
- Weir N., 1994, *Phd Thesis, California Institute of Technology*
- Worthey G., 1996, review for the 1996 *Star Formation Near and Far conference* (astro-ph/9611180)

Yee H.K.C., Gladders M.D., López-Cruz O., 1999, to appear in the proceedings of the
OCIW/Pasadena Workshop on Photometric Redshift, held April 1999 (astro-ph/9908001)

Table 1. Log of the Observations

ACO	Date	$T_{exp}(s)$			seeing(")			Lim Mag		
		<i>g</i>	<i>r</i>	<i>i</i>	<i>g</i>	<i>r</i>	<i>i</i>	<i>g</i>	<i>r</i>	<i>i</i>
1134	97, March 08	1800	1200	900	1.60	1.45	1.30	22.7	22.3	21.9
P861C1	97, March 08	1200	900	900	1.79	1.74	1.42	22.5	22.5	21.7
820	97, March 09	900	600	600	1.40	1.44	1.16	22.3	22.1	21.3
827	97, March 09	900	600	600	1.58	1.45	1.48	22.5	22.3	21.7
860	97, March 09	900	600	600	1.47	1.42	1.37	22.3	22.1	21.3
1191	97, March 09	900	600	600	1.58	1.38	1.33	22.5	22.1	21.5
1577	97, March 09	1800	900	900	1.39	1.29	1.27	22.9	22.5	21.9
2066	97, March 09	1800	900	900	1.49	1.26	1.24	22.9	22.5	21.9
810	97, March 10	1800	900	900	1.34	1.41	1.26	22.9	22.3	21.7
1650	97, March 10	900	600	600	1.74	1.68	1.53	22.5	22.1	21.7
1689	97, March 10	900	600	600	1.32	1.20	1.19	22.5	22.3	21.7
2094	97, March 10	1800	900	900	1.21	1.27	1.38	22.7	22.3	21.7
2103	97, March 10	1800	900	900	1.34	1.37	1.32	22.7	22.3	21.7
933	97, March 11	1800	900	900	1.59	1.37	1.48	22.9	22.3	21.7
944	97, March 11	900	600	600	1.41	1.29	1.21	22.5	22.3	21.3
1620	97, March 11	900	600	600	1.37	1.23	1.18	22.5	22.1	21.5
2128	97, March 11	900	600	600	1.27	1.16	1.22	22.3	22.1	21.5
248	97, Nov 23	2700	900	900	1.35	1.46	1.46	23.3	22.7	22.3
508	97, Nov 23	3600	900	900	1.32	1.36	1.43	22.9	23.1	22.7
2700	97, Nov 23	2700	900	900	1.83	1.52	1.52	23.5	22.7	22.1
145	97, Nov 26	1800	900	900	1.67	1.41	1.27	23.1	22.5	21.9
248	97, Nov 26	1800	900	900	1.73	1.46	1.63	23.3	22.3	21.9
324	97, Nov 26	1800	900	900	1.92	1.75	1.67	23.1	22.5	21.5
2700	97, Nov 26	1800	900	900	1.80	1.46	1.37	23.3	22.3	21.9
1200	98, Apr 22	1200	900	900	1.89	1.76	1.55	22.7	22.3	21.9
1260	98, Apr 22	1200	900	900	1.53	1.43	1.54	23.3	22.5	21.7
1238	98, Apr 24	1200	900	900	1.90	1.53	1.31	22.7	22.3	21.7
1373	98, Apr 24	1200	900	900	2.09	1.50	1.40	22.9	22.3	21.7
1525	98, Apr 24	1200	900	900	1.37	1.33	1.31	22.9	22.5	21.9
1882	98, Apr 24	1200	900	900	1.47	1.37	1.39	22.9	22.5	21.9
1993	98, Apr 24	1200	900	900	1.80	1.86	2.15	22.7	22.5	21.7
1399	98, Apr 26	1200	900	900	1.63	1.49	1.43	22.5	22.1	21.5
1938	98, Apr 26	1200	900	900	1.65	1.75	1.60	22.5	22.1	21.7
2051	98, Apr 26	1200	600	600	1.61	1.60	1.46	22.3	21.9	21.3
2053	98, Apr 26	1200	900	900	1.75	1.67	1.53	22.7	22.3	21.5
189	98, Nov 13	2700	900	900	1.74	1.35	1.28	23.5	22.5	21.9
482	98, Nov 13	2700	900	900	1.56	1.70	1.42	23.3	22.7	22.1
2700	98, Nov 13	2700	900	900	1.39	1.11	1.16	23.5	22.5	21.9
352	98, Nov 14	2700	900	900	1.62	1.34	1.47	23.5	22.5	21.9
509	98, Nov 14	2700	900	900	1.24	1.21	1.28	23.3	22.5	21.9
P887C04	98, Nov 14	3600	900	900	1.97	1.56	1.67	23.1	22.3	21.5
261	98, Nov 15	2700	900	900	1.88	1.39	1.88	23.3	22.5	21.9
324	98, Nov 15	2700	900	900	1.43	1.30	1.30	23.3	22.5	21.9

Table 1—Continued

ACO	Date	$T_{exp}(s)$			seeing($''$)			Lim Mag		
		g	r	i	g	r	i	g	r	i
776	98, Nov 15	2700	900	900	1.76	1.71	1.49	23.3	22.3	21.7
168	98, Nov 16	2700	900	900	1.58	1.21	1.19	23.5	22.5	21.9
255	98, Nov 16	2700	900	900	1.73	1.49	1.50	23.5	22.5	21.9
P887C05	98, Nov 16	2700	900	900	1.53	1.33	1.47	23.3	22.3	21.7
119	98, Nov 17	2700	900	900	1.69	1.50	1.45	23.5	22.5	21.9
370	98, Nov 17	2700	900	900	1.84	1.83	1.64	23.5	22.7	21.9
477	98, Nov 17	2700	900	900	1.53	1.39	1.31	23.3	22.5	22.1
P887C18	98, Nov 17	2700	900	900	2.02	1.83	1.81	23.3	22.3	21.7

Table 2. Zero points of the magnitude scale

NIGHT	A_g	A_r	A_i
1, 97, March 08	-8.643 \pm 0.036	-8.388 \pm 0.011	-8.391 \pm 0.007
2, 97, March 09	-8.627 \pm 0.030	-8.382 \pm 0.016	-8.379 \pm 0.054
3, 97, March 10	-8.645 \pm 0.032	-8.392 \pm 0.008	-8.406 \pm 0.005
4, 97, March 11	-8.596 \pm 0.032	-8.366 \pm 0.009	-8.384 \pm 0.002
5, 97, Nov 23	-8.296 \pm 0.026	-7.970 \pm 0.048	-7.694 \pm 0.012
6, 97, Nov 26	-8.318 \pm 0.008	-8.007 \pm 0.034	-7.706 \pm 0.007
7, 98, Apr 22	-8.163 \pm 0.088	-8.079 \pm 0.018	-8.139 \pm 0.004
8, 98, Apr 24	-8.141 \pm 0.073	-8.050 \pm 0.041	-8.101 \pm 0.030
9, 98, Apr 26	-8.223 \pm 0.030	-8.116 \pm 0.025	-8.180 \pm 0.074
10, 98, Nov 13	-8.180 \pm 0.021	-7.966 \pm 0.029	-8.085 \pm 0.003
11, 98, Nov 14	-8.185 \pm 0.025	-7.978 \pm 0.048	-8.087 \pm 0.001
12, 98, Nov 15	-8.184 \pm 0.026	-7.966 \pm 0.022	-8.098 \pm 0.019
13, 98, Nov 16	-8.167 \pm 0.022	-7.944 \pm 0.035	-8.035 \pm 0.022
14, 98, Nov 17	-8.183 \pm 0.022	-7.965 \pm 0.018	-8.083 \pm 0.003

Table 3. Characteristics of the Sample

ACO	R.A.(1950)	Dec.(1950)	R	z	Ref.(z)	f_B
119	00 53.8	-01 32	1	0.0440	SR91	-0.098 \pm 0.007
145	01 04.2	-02 43	2	0.1909	F93	0.205 \pm 0.045
168	01 12.6	-00 1	2	0.0452	SR91	-0.042 \pm 0.021
189	01 21.1	+01 23	1	0.0325	SR91	-0.085 \pm 0.017
248*	01 42.3	-02 31	1	0.184	pho	0.233 \pm 0.047
255	01 44.8	-02 14	1	0.086	pho	0.192 \pm 0.041
261	01 48.9	-02 29	1	0.0477	SR91	-0.076 \pm 0.019
324*	02 11.2	-01 46	1	0.167	pho	0.108 \pm 0.035
352	02 25.6	-02 24	1	0.170	pho	0.159 \pm 0.038
370	02 37.3	-01 48	0	0.3750	SR91	0.243 \pm 0.054
477	04 09.6	-02 0	1	0.193	pho	0.153 \pm 0.031
482	04 14.0	-02 15	1	0.149	pho	0.079 \pm 0.027
508	04 43.3	+01 55	2	0.1479	SR91	0.035 \pm 0.021
509	04 45.1	+02 12	1	0.0836	SR91	0.024 \pm 0.022
776	09 13.7	-00 11	1	0.202	pho	0.163 \pm 0.025
810	09 28.2	-01 56	0	0.103	pho	0.004 \pm 0.017
820	09 31.3	-02 42	1	0.084	pho	0.112 \pm 0.025
827	09 32.1	-02 44	1	0.143	pho	0.213 \pm 0.057
860	09 41.0	+02 20	1	0.179	pho	0.207 \pm 0.046
933	10 05.1	+00 46	0	0.0951	SR91	-0.047 \pm 0.012
944	10 08.6	-01 47	1	0.161	pho	0.108 \pm 0.025
1134	10 54.5	-01 52	2	0.108	pho	0.159 \pm 0.034
1191	11 08.6	+01 2	2	0.136	pho	0.144 \pm 0.025
1200	11 9.8	-02 53	1	0.104	pho	-0.054 \pm 0.010
1238	11 20.4	+01 22	1	0.0716	SR91	-0.024 \pm 0.017
1260	11 23.8	+02 20	2	0.0492	pho	0.026 \pm 0.029
1373	11 42.9	-02 07	2	0.1314	SR91	0.136 \pm 0.031
1399	11 48.6	-02 49	2	0.0913	SR91	0.185 \pm 0.041
1525	12 19.5	-00 52	3	0.2590	SR91	0.121 \pm 0.029
1577	12 35.3	-00 0	1	0.133	pho	0.101 \pm 0.028
1620	12 47.2	-01 19	0	0.0825	LO95	0.035 \pm 0.022
1650	12 56.2	-01 29	2	0.0845	SR91	-0.011 \pm 0.012
1689	13 09.0	-01 6	4	0.1832	SR91	0.093 \pm 0.019
1882	14 12.1	-00 06	3	0.110	pho	0.140 \pm 0.026
1938	14 35.2	-00 03	1	0.163	pho	0.086 \pm 0.027
1993	14 53.4	+02 03	1	0.245	pho	0.606 \pm 0.141
2026	15 06.0	-00 05	1	0.0874	SR91	-0.120 \pm 0.002
2051	15 14.2	-00 46	2	0.205	pho	0.233 \pm 0.054
2053	15 14.7	-00 30	1	0.1127	SR91	0.191 \pm 0.040
2066	15 21.4	+01 13	2	0.144	pho	0.087 \pm 0.020
2094	15 34.0	-01 52	1	0.1445	S98	0.245 \pm 0.046
2103	15 37.3	-02 0	0	0.101	pho	0.088 \pm 0.041
2128	15 46.3	-02 54	0	0.1019	P92	0.008 \pm 0.024
2700**	00 01.3	+01 47	1	0.0978	SR91	0.145 \pm 0.043

Table 3—Continued

ACO	R.A.(1950)	Dec.(1950)	R	z	Ref.(z)	f_B
P861C01	00 23.5	+01 28	...	0.065	pho	0.017 ± 0.025
P887C04	06 39.1	+02 34	...	0.150	pho	0.077 ± 0.030
P887C05	08 34.3	+01 42	...	0.229	pho	0.131 ± 0.033
P887C18	09 18.2	+01 09	...	0.126	pho	0.062 ± 0.029

*mean of two observations

**mean of three observations

SR91 - Struble & Rood 1991

F93 - Fetisova et al. 1993

LO95 - Ledlow & Owen 1995

S98 - Slingsend et al. 1998

P92 - Postman et al. 1992

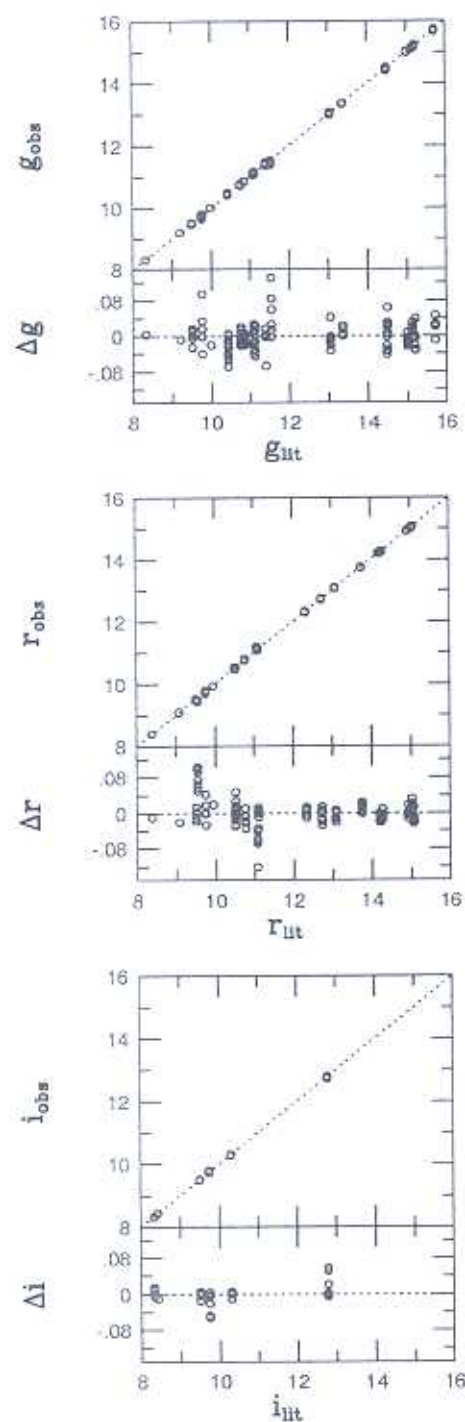


Fig. 1.— Comparison between the magnitudes of standard stars published by Thuan & Gunn (1976) and our calibrated measurements.

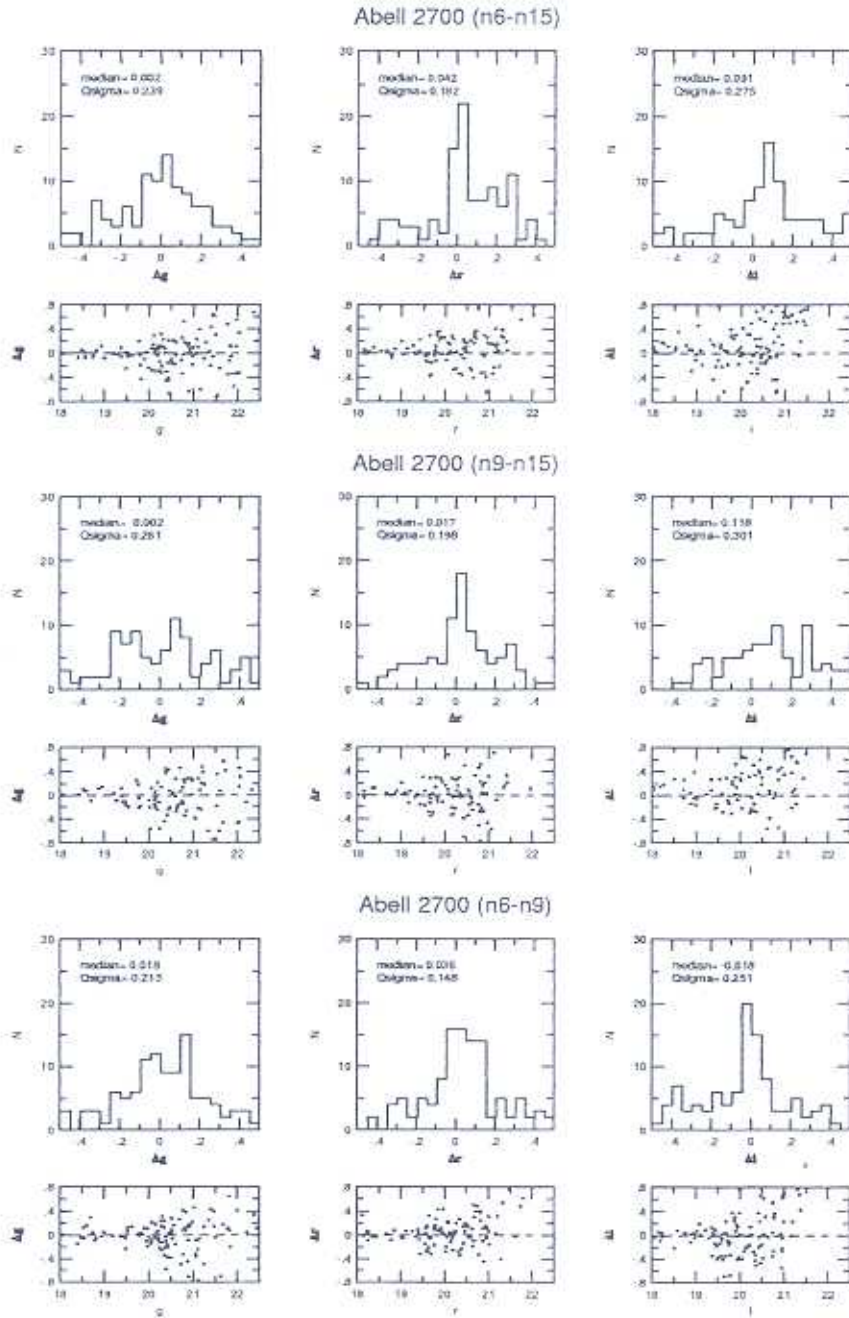


Fig. 2.— Histogram of the magnitude residuals and its correlation with apparent magnitude for Abell 2700. The figure show comparisons between measurements obtained in three different nights.

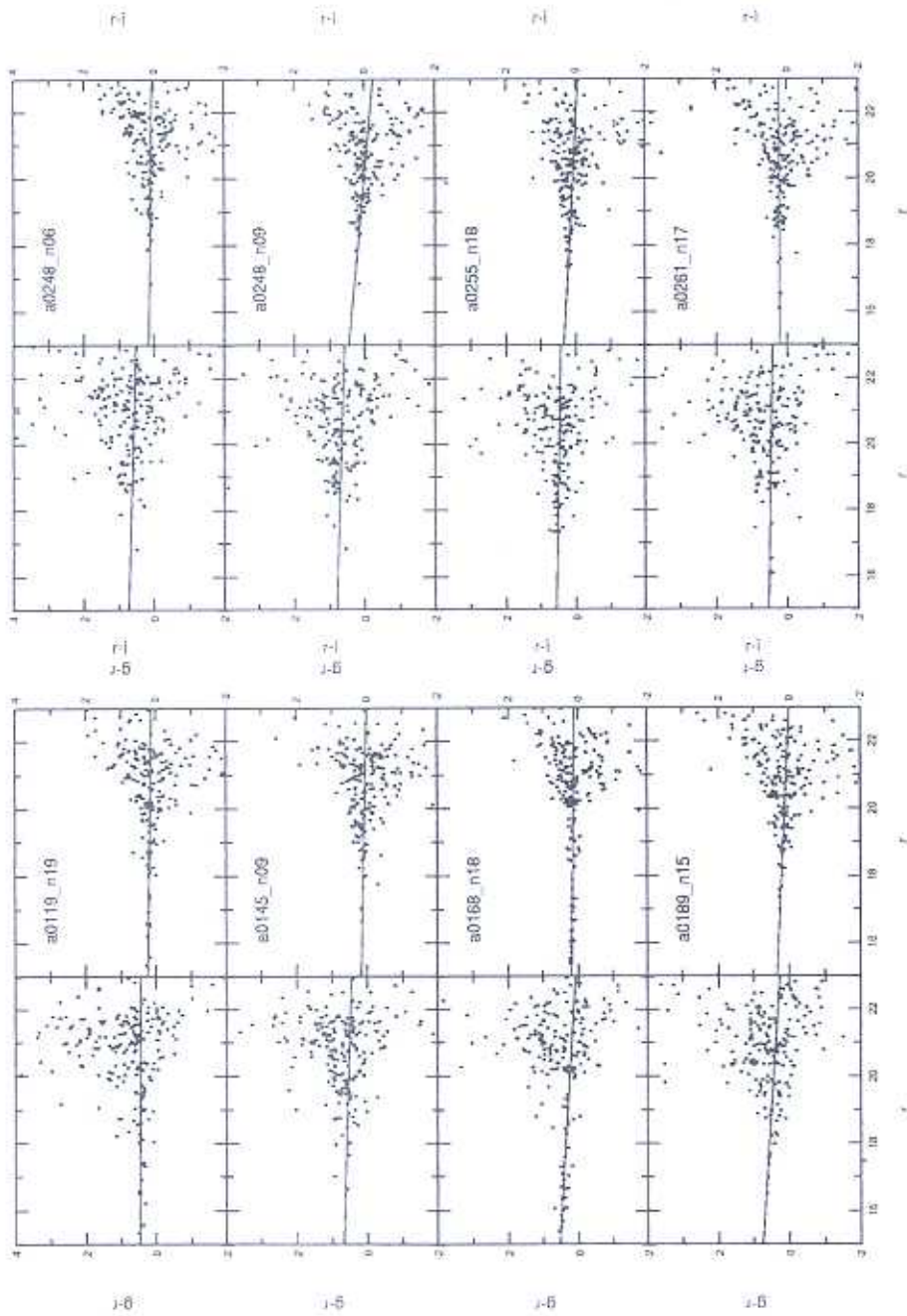


Fig. 3.— $g - r \times r$, and $r - i \times r$ color-magnitude diagrams for the cluster sample. The solid lines indicates the fitting of a linear relation which represents the locus of early-type galaxies.

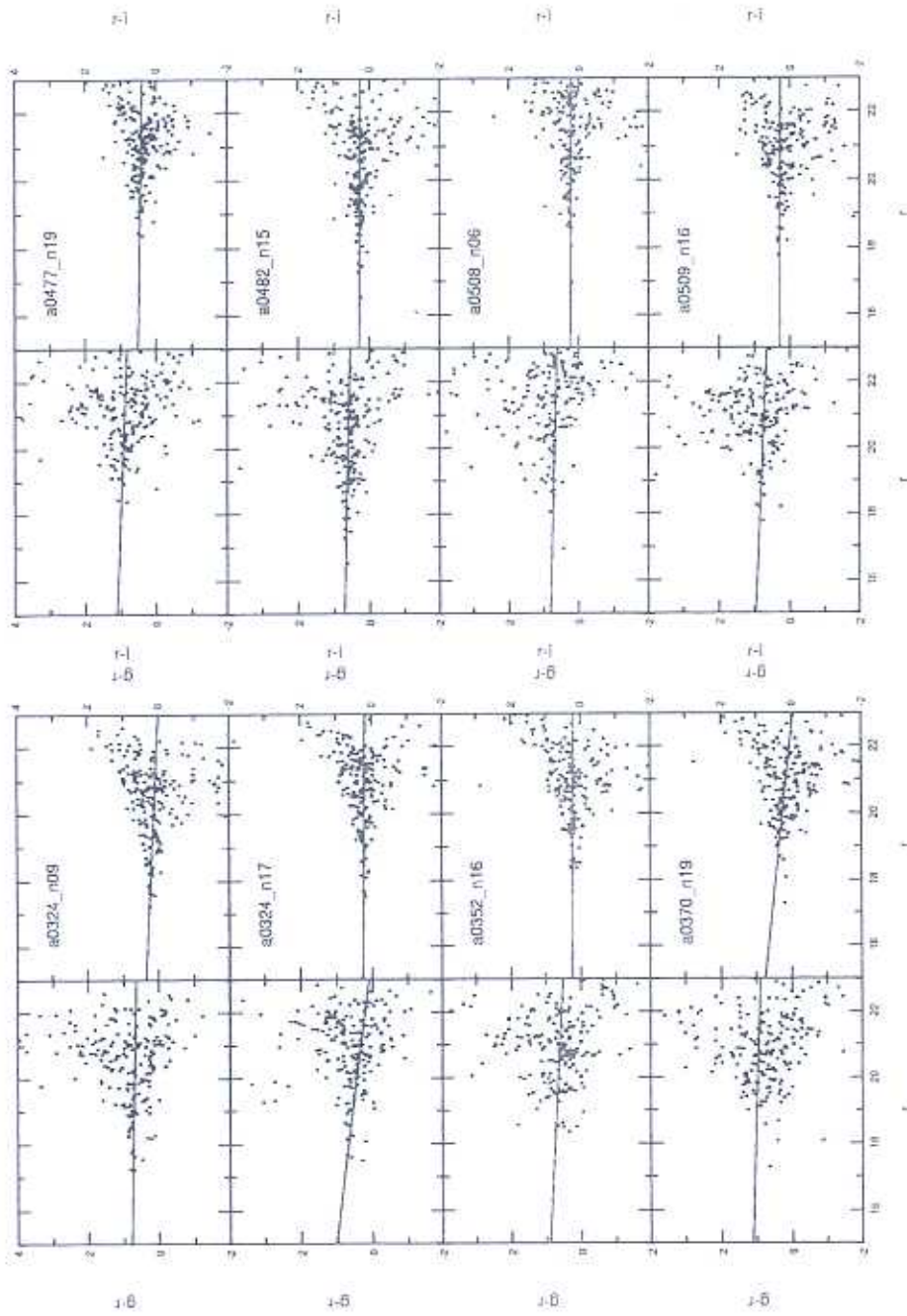


Fig. 3.— Continued.

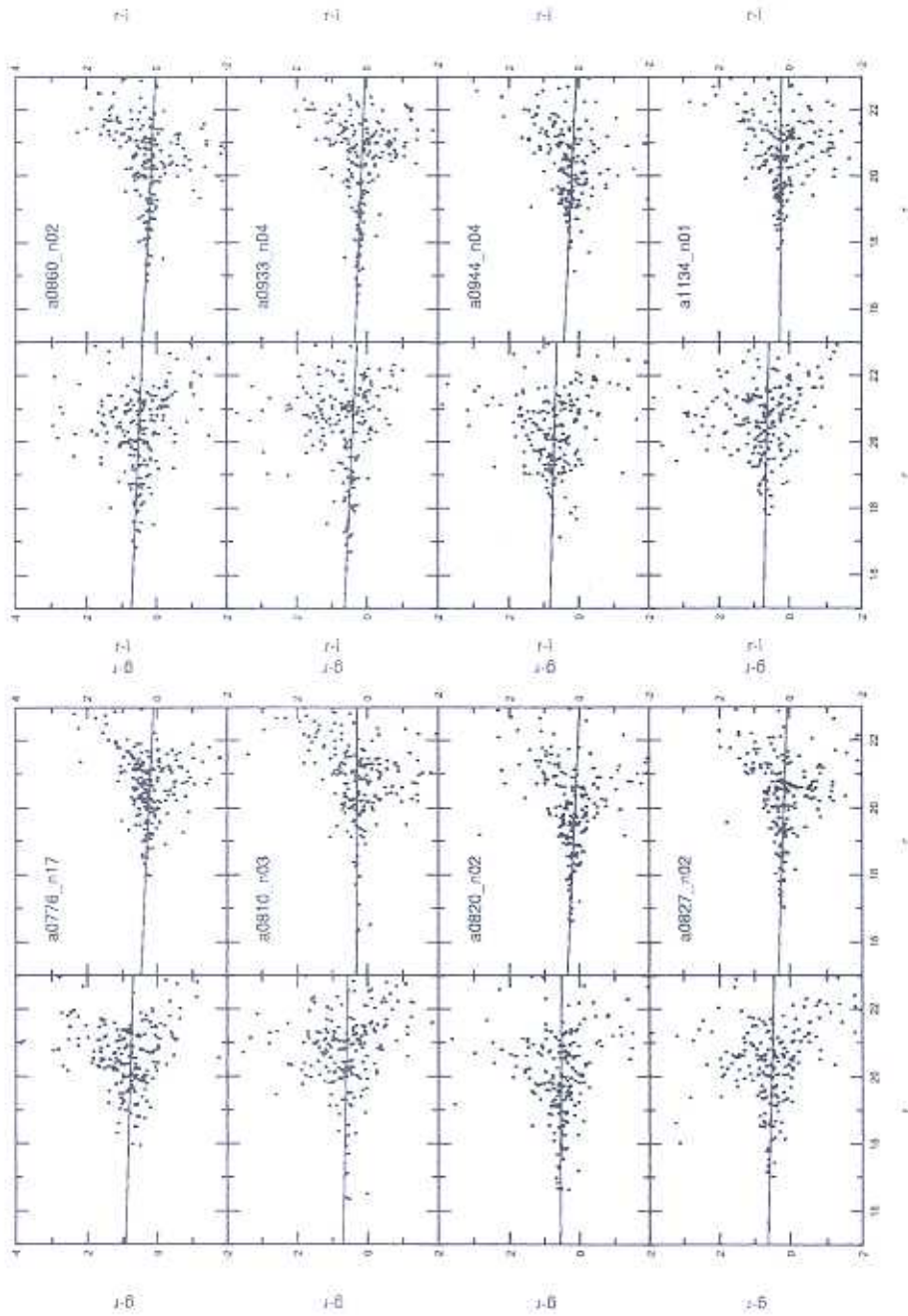


Fig. 3.— Continued.

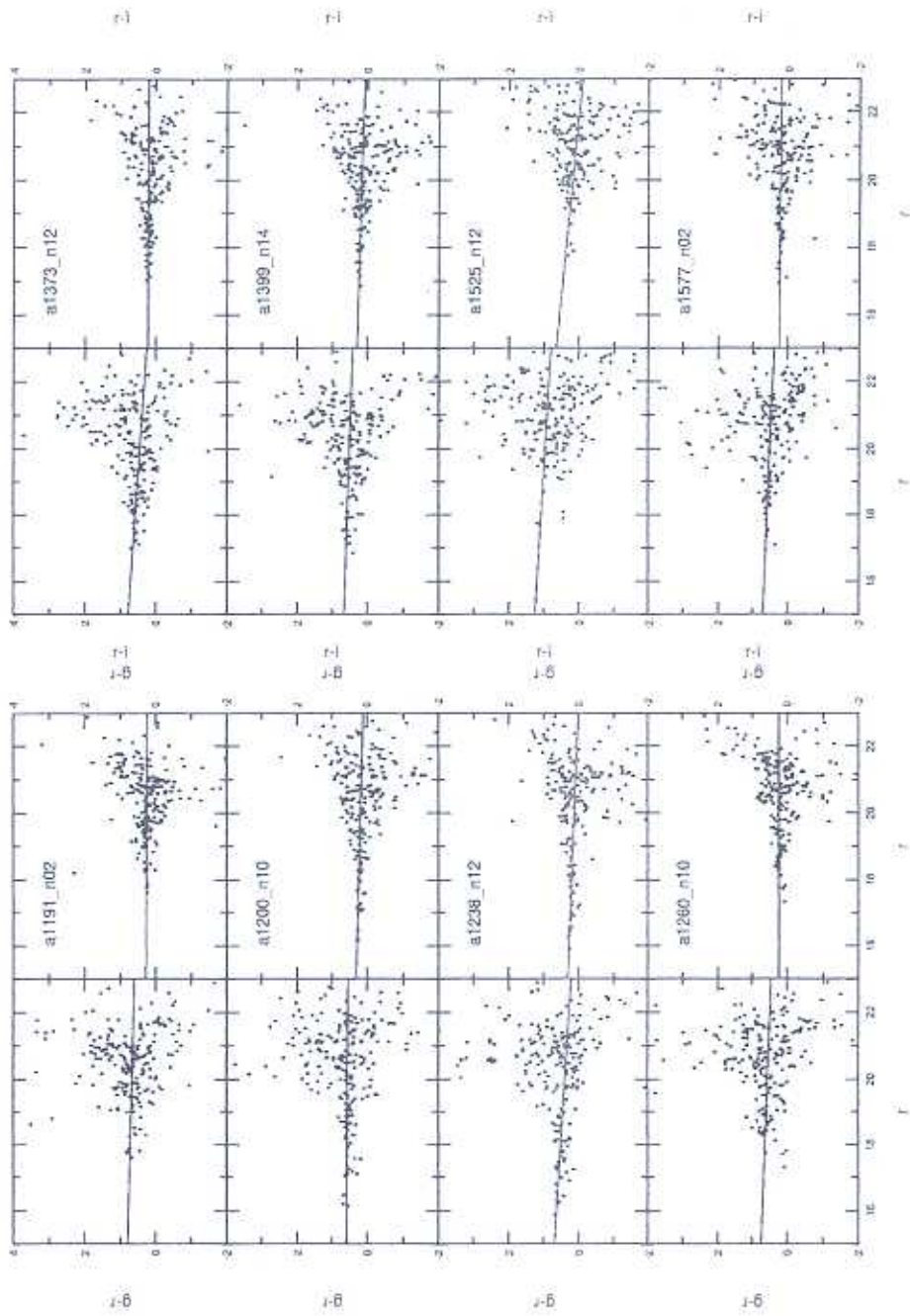


Fig. 3.— Continued.

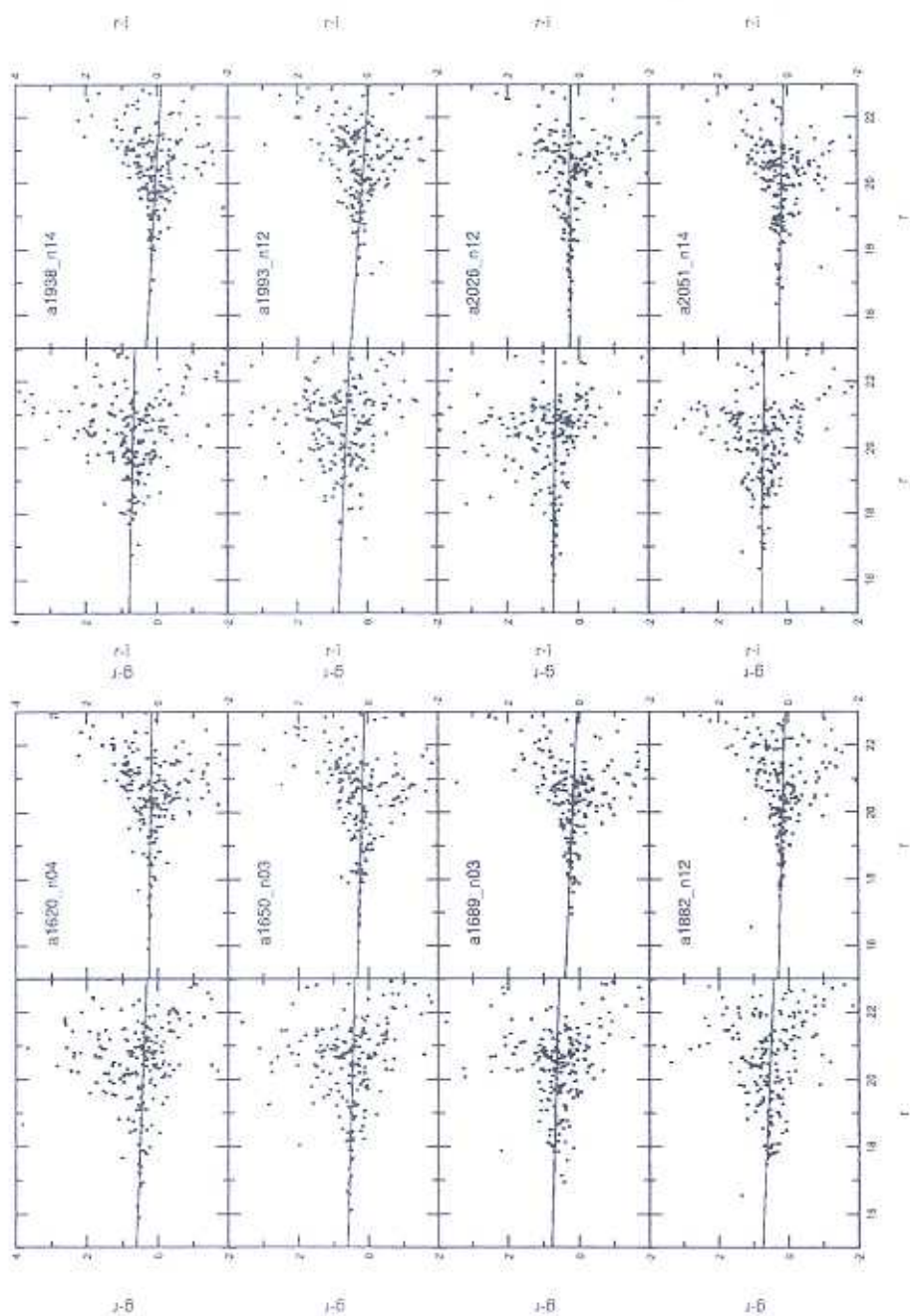


Fig. 3.— Continued.

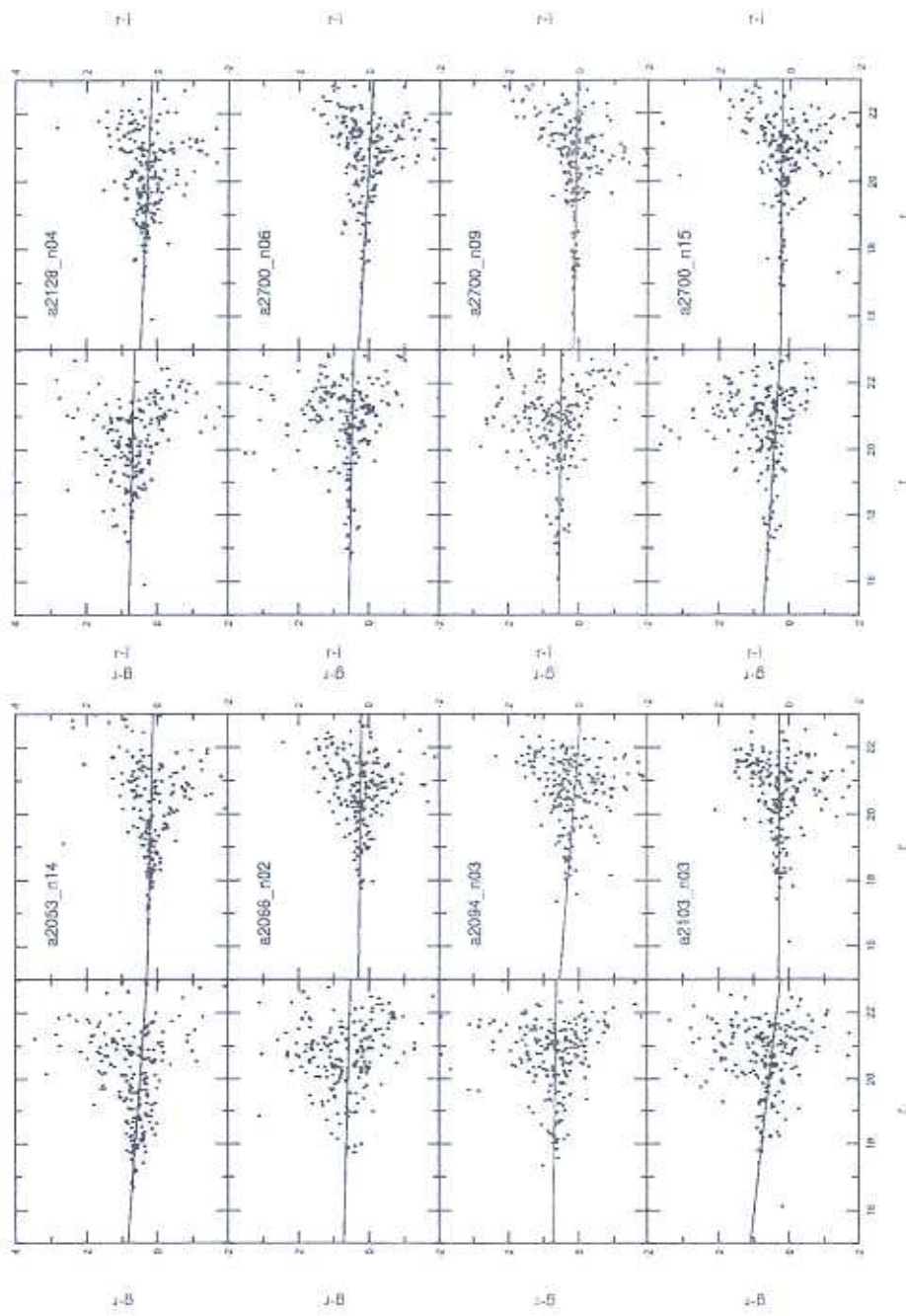


Fig. 3.— Continued.

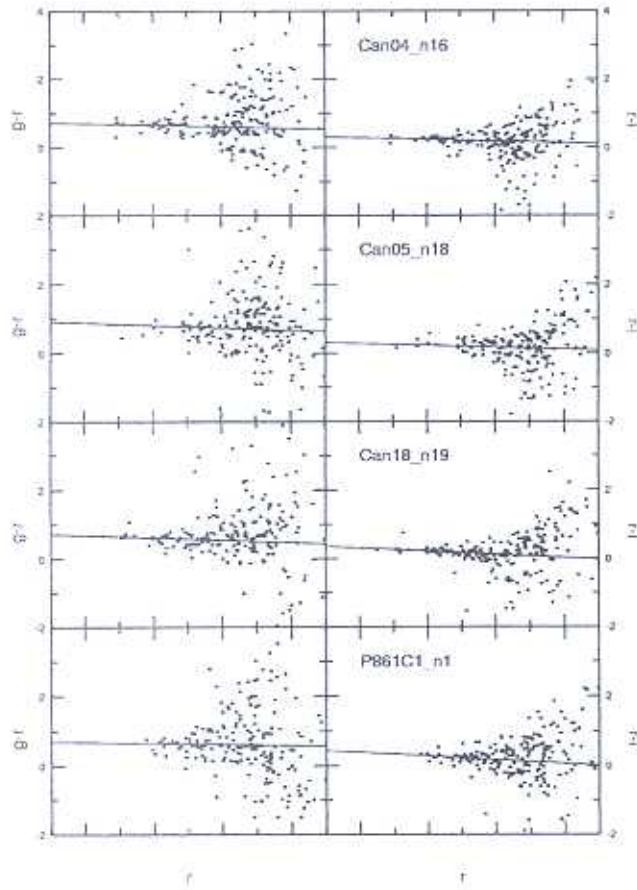


Fig. 3.— Continued.

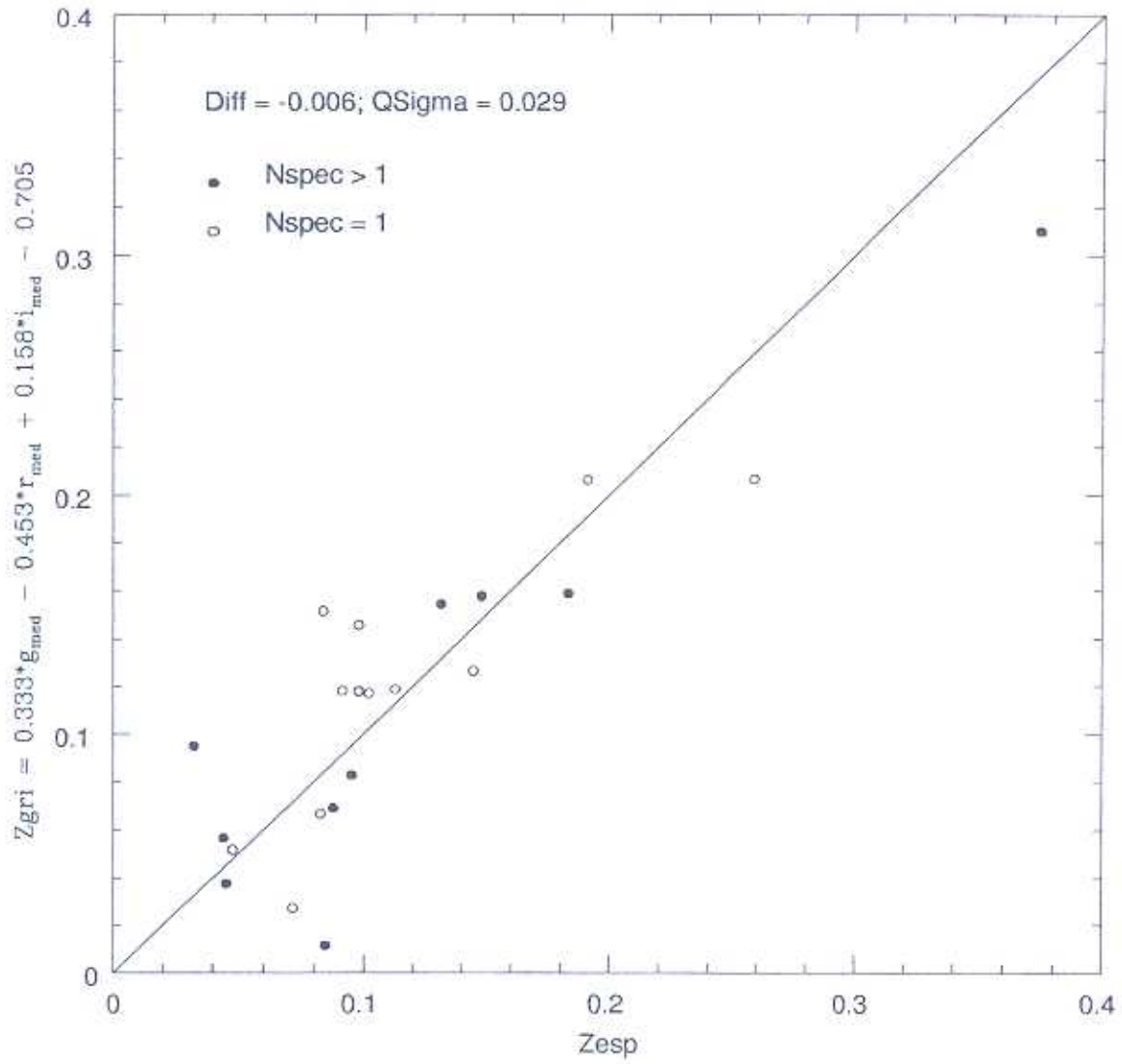


Fig. 4.— Comparison between spectroscopic and photometric redshift.

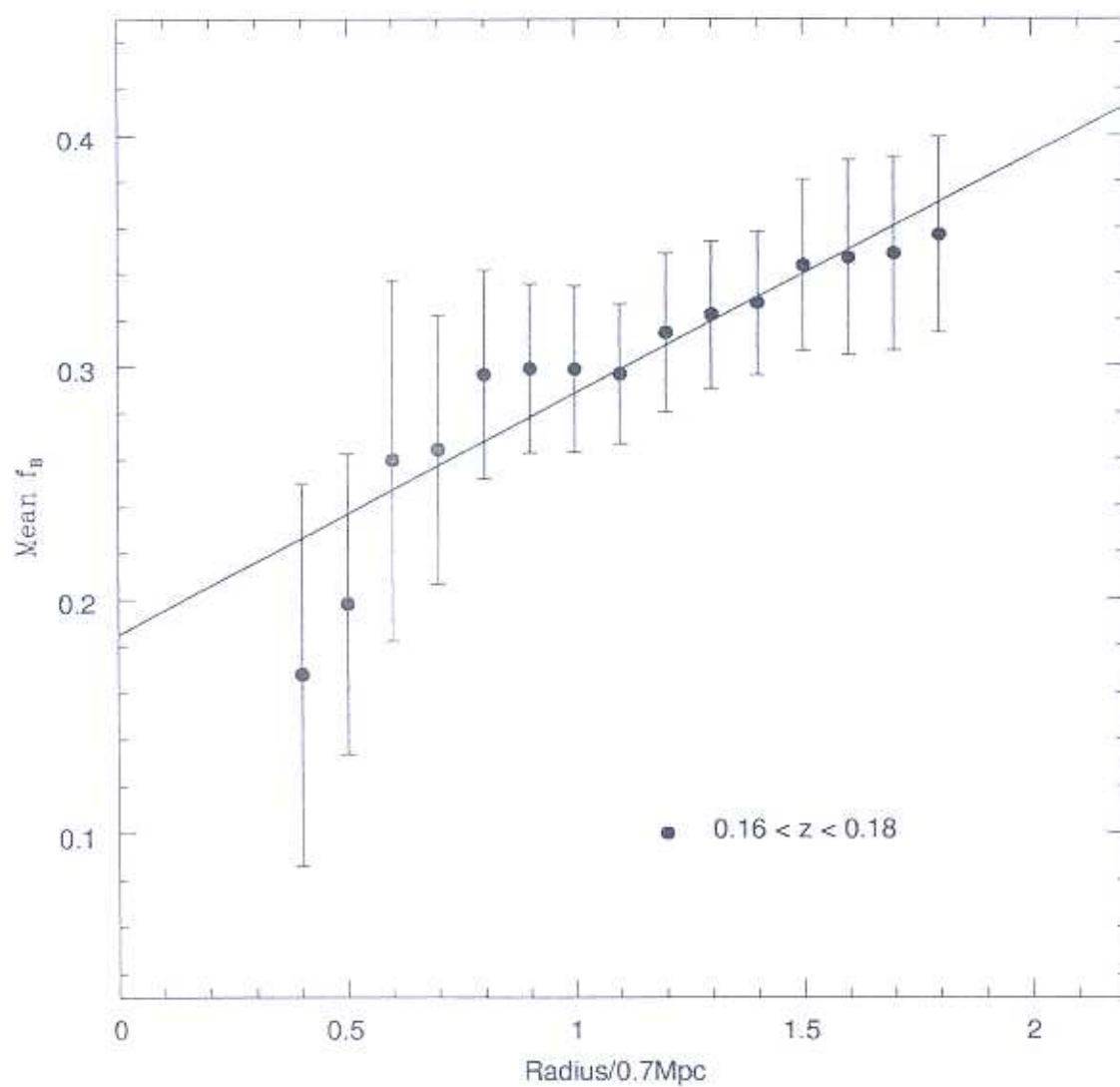


Fig. 5.— Dependence of the fraction of blue galaxies with the physical region of a cluster.

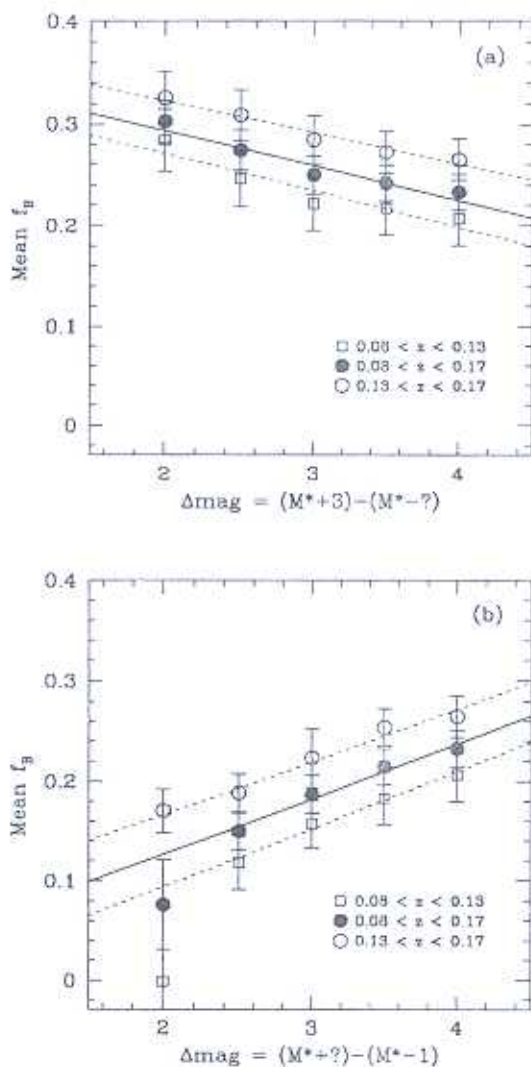


Fig. 6.— Dependence of the fraction of blue galaxies with the interval of the luminosity function used to compute it. The plot shows the effect of: (a) losing bright objects and observing only an interval $\Delta_{mag} = (M^*+3) - (M^*-?)$; (b) losing the faintest objects and observing only an interval $\Delta_{mag} = (M^*+?) - (M^*-1)$.

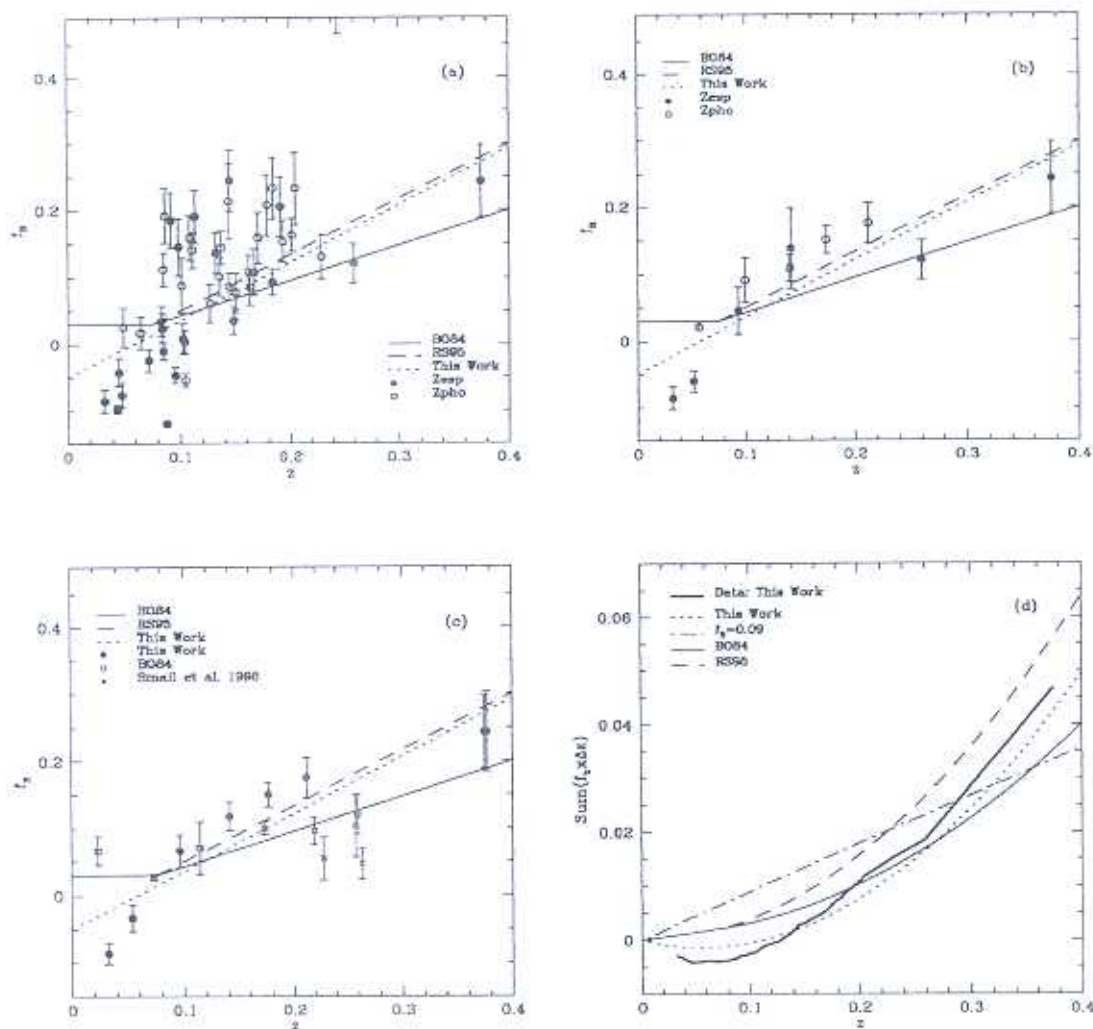


Fig. 7.— (a) Fraction of blue galaxies, with $M^* - 1 \leq M_r \leq M^* + 3$, detected in the central region ($R \leq 0.70\text{Mpc}$) of the clusters in our sample; (b) Comparison between mean f_B values (for intervals of 0.4 in redshift) of clusters with spectroscopic and photometric redshifts; (c) Mean f_B for BO84, Smail et al. (1998), and for our sample of clusters with spectroscopic redshifts; (d) accumulated product of $f_B \times \Delta_z$ for the data, BO84 and RS95 relations, and for a constant f_B of 0.10.

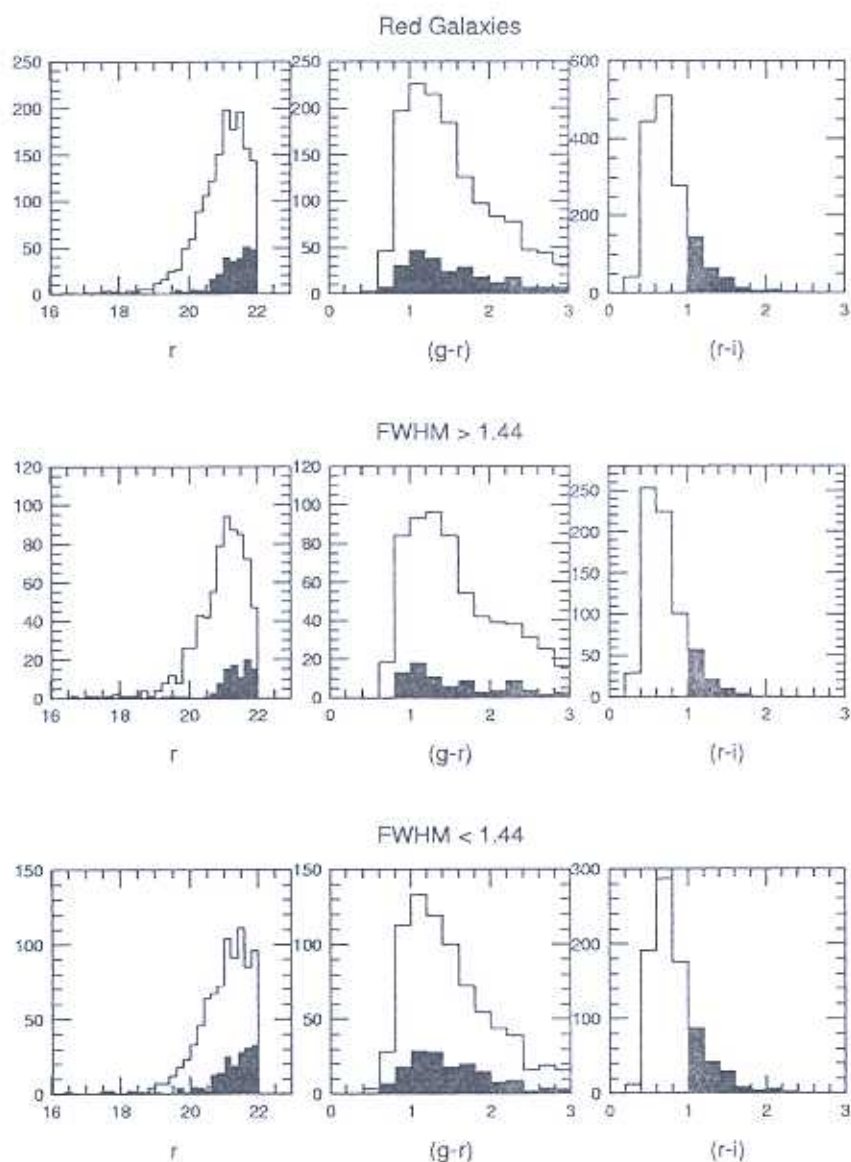


Fig. 8.— Histograms of m_r , $g-r$, and $r-i$ for the red galaxies, and for the anomalously red galaxies (filled histogram). The upper panels show the histograms for all red galaxies detected in our sample. The central panels presents the histograms for the "bad" seeing images ($FWHM > 1.44$), and the "good" seeing images ($FWHM < 1.44$) are represented in the lower panels.

The Butcher-Oemler Effect in 295 Clusters: Strong Redshift Evolution and Cluster Richness Dependence

V. E. Margoniner^{1,2}
vem@physics.bell-labs.com

R. R. de Carvalho²

R. R. Gal³ and S. G. Djorgovski³

ABSTRACT

We examine the Butcher-Oemler effect and its cluster richness dependence in the largest sample studied to date: 295 Abell clusters. We find a strong correlation between cluster richness and the fraction of blue galaxies, f_B , at every redshift. The slope of the $f_B(z)$ relation is similar for all richnesses, but at a given redshift, f_B is systematically higher for poor clusters. This is the chief cause of scatter in the f_B vs. z diagram: the spread caused by the richness dependence is comparable to the trend in f_B over a typical redshift baseline, so that conclusions drawn from smaller samples have varied widely. The two parameters, z , and a consistently defined projected galaxy number density, N , together account for all of the observed variation in f_B within the measurement errors. The redshift evolution of f_B is real, and occurs at approximately the same rate for clusters of all richness classes.

Subject headings: galaxies: clusters – evolution

1. Introduction

The Butcher-Oemler (BO) effect provided some of the first evidence for the evolution of galaxies and clusters. Butcher & Oemler (1978, 1984) found an excess of blue galaxies in high redshift clusters in comparison with the typical early-type population observed in the central region of local clusters (Dressler 1980). The BO effect has also been observed in more recent studies, which indicate an even stronger evolution of the fraction of blue galaxies in clusters (Rakos & Schombert 1995, Margoniner & de Carvalho 2000).

¹Bell Laboratories, Lucent Technologies, Murray Hill, NJ 07974

²Observatório Nacional, CEP 20921-400, Rio de Janeiro, Brazil

³Palomar Observatory, Caltech, MC105-24, Pasadena, CA 91125

The BO effect is an indicator of evolution in the cluster galaxy population, which may result from changes in the morphology and star-formation rates of member galaxies with redshift. The fact that blue galaxies are more commonly found at higher redshifts, and the observation of an apparent excess of S0 galaxies in low redshift clusters, lead to the suggestion by Larson *et al.* (1980) of an evolutionary connection between S0 and spiral galaxies. This idea can explain the population of blue galaxies observed by Butcher & Oemler as spiral galaxies seen just before running out of gas, and the disappearance of this population in more evolved, low redshift rich clusters (Dressler *et al.* 1997, Couch *et al.* 1998). In the last decade, high-resolution *Hubble Space Telescope* images have allowed the determination of the morphology of these high redshift blue galaxies. Dressler *et al.* (1994), Couch *et al.* (1994, 1998), and Oemler *et al.* (1997) found that the Butcher & Oemler galaxies are predominantly normal late-type spirals, and that dynamical interactions and mergers between galaxies may be a secondary process responsible for the enhanced star formation. A recent study by Fasano *et al.* (2000) indicates that as the redshift decreases, the S0 cluster population increases while the number of spiral galaxies decreases, supporting Larson's original idea of spirals evolving into S0s.

A second factor affecting the number of blue galaxies may be their environment. The fraction of blue galaxies seems to be correlated with local galaxy density, and with the degree of substructure in the cluster. Many studies have shown that the blue galaxies lie preferentially in the outer, lower density cluster regions (Butcher & Oemler 1984, Rakos *et al.* 1997, Margoniner & de Carvalho 2000). Also, Smail *et al.* (1998) studied 10 massive clusters and found that the fraction of blue galaxies in these clusters is smaller than observed in Butcher & Oemler (1984) clusters at the same redshift range. However, an opposite trend is found in non-relaxed clusters with a high degree of substructure, where the fraction of blue galaxies is higher than that observed in regular clusters (Caldwell & Rose 1997, Metevier *et al.* 2000).

The evolution of these galaxies is probably correlated with its environment in the sense that spirals might consume and/or lose their gas, evolving to SOs, while falling into the higher density cluster regions. Although the exact mechanism responsible for the BO effect is not completely understood (Kodama & Bower 2000), most authors seem to agree that the effect is real. A different idea is presented by Andreon & Etori (1999) who show that the mean X-ray luminosity and richness of Butcher & Oemler (1984) clusters increases with redshift, and argue that the increase in the fraction of blue galaxies with redshift may not represent the evolution of a single class of objects.

We present observations of the BO effect in a large sample of 295 Abell (1958, 1989) clusters of all richnesses, with no further selection on the basis of morphology or X-ray luminosities. This is important because all previous studies were based on samples biased toward richer clusters, with some samples being further selected according to morphology and/or X-ray luminosities, so that a combination of different selection effects could be mimicking the observed $f_B(z)$ relation. Although our sample inherits biases existent in the Abell catalog, it should contain a more representative variety of clusters (in terms of degree of substructure, richness, and mass) at each redshift than any

previous sample, and because of its large size should allow a better determination of the relation. Any results driven by selection effects present in previous samples might become apparent when compared with this one. We describe the data in Section 2, the BO effect analysis in Section 3, and our conclusions in Section 4.

2. Sample Selection and Input Data

The data presented in this paper were obtained to calibrate the DPOSS-II (the Digitized Second Palomar Observatory Sky Survey, Djorgovski *et al.* 1999). It comprises 44 Abell clusters imaged at the 0.9m telescope at the Cerro Tololo Interamerican Observatory (CTIO) (Margoniner & de Carvalho 2000, hereafter MdC00), and 431 clusters observed at the Palomar Observatory 1.5m telescope (Gal *et al.* 2000, hereafter G00, and in preparation). The CCD images were taken in the g , r and i filters of the Thuan & Gunn (1976) photometric system, with typical $1-\sigma$ magnitude errors of 0.12 in g , 0.10 in r , and 0.16 in i at $r = 20.0^m$. We have also observed 22 control fields in order to assess the background contribution. More details concerning the data reduction, photometry, and catalog construction can be found in MdC00 and G00.

From this original sample we excluded 120 clusters observed with a small field of view CCD, and 31 very low redshift ($z < 0.05$) clusters, for which only the core region can be observed with our $13' \times 13'$ images. Also, 26 cluster fields which exhibited galaxy counts comparable to the mean background, and one cluster with a bright star occupying $\sim 25\%$ of the CCD region, were excluded from the analysis. Since 2 Abell clusters had repeated observations from G00 and MdC00, our final sample comprises 295 clusters. It is important to note that at variance with previous studies, the sample presented in this work is representative of all richness class clusters (21% $R = 0$, 50% $R = 1$, 21% $R = 2$, and 8% $R \geq 3$). No further selection regarding richness, morphology or degree of sub-clustering was applied when determining our sample. Spectroscopic redshifts for 77 clusters were obtained from the literature, and for the remainder photometric redshifts were estimated with an rms accuracy of approximately 0.04 using the methodology described in MdC00.

3. Analysis of the Butcher-Oemler Effect

The BO effect can be measured by comparing the fraction of blue galaxies in clusters at different redshifts. The $(g - r)$ vs. r color-magnitude (CM) relation was determined by fitting a linear relation to the red galaxy envelope using the same prescription as in MdC00. Red envelopes were subjectively classified as well-defined or not by visual inspection. Galaxies were defined as *blue* if they had $(g - r)$ colors 0.2^m below the linear locus in the CM relation. We used the spectral energy distribution of a typical elliptical galaxy (Coleman *et al.* 1980) to derive $k(z)$ corrections for our sample, and also corrected the data for extinction using the maps of Schlegel *et al.* (1998). Because the main purpose of this work is to study the evolution of galaxy populations, fainter

galaxies play a crucial role. Whereas Butcher & Oemler were limited to brighter galaxies by their photographic data, our CCD sample allows us to probe significantly deeper, selecting galaxies with r magnitude between $M^* - 1$ and $M^* + 2$, inside a region of radius 0.7 Mpc around the cluster. This fixed linear size was chosen because our CCD images cover a field of radius $\sim 0.5 - 4.0$ Mpc at $z = 0.03 - 0.38$, and we want to study the same physical region and the same galaxy luminosity range for the entire sample. We assume a cosmology with $H_0 = 67 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, and $q_0 = 0.1$, in which $M_r^* = -20.16$ (Lin *et al.* 1996).

Most (61%) of the clusters in our sample are at $z = 0.1 - 0.2$, so that the 0.7 Mpc central region, and the entire luminosity range between $M^* - 1$ and $M^* + 2$ can be observed. Clusters at higher redshifts are limited at brighter absolute magnitudes and a correction was applied in order to compare the fraction of blue galaxies in these clusters with the rest of our sample. The lower redshift clusters suffer from the opposite problem, since the brighter galaxies will be saturated, and we are also limited by the field of view. Details about these corrections can be found in MdC00, the only difference being that in the present work we adopt a more conservative brighter limiting magnitude of $M^* + 2$ instead of $M^* + 3$.

The blue and total counts contain a mix of cluster members and background galaxies. Background variations place a fundamental limit on the accuracy of f_B measurements: no matter how well one determines the *mean* background from a number of control fields, the background estimate for any particular cluster is no more accurate than the *scatter* in the control fields. For each cluster, we measured the effect of this scatter by computing f_B using background corrections from the 22 individual control fields scaled to the area of the CCD and the CM relation appropriate to that cluster. The final f_B is given by the median and the rms is based on the central two quartiles of the distribution. Simple propagation of errors through the equation $f_B \equiv \frac{n_{\text{blue,cluster}} - n_{\text{blue,background}}}{n_{\text{total,cluster}} - n_{\text{total,background}}}$ would give an overestimate because $n_{\text{blue,background}}$ and $n_{\text{total,background}}$ are correlated. The usual assumption that the error in f_B is mainly due to Poisson statistics in the background-corrected cluster counts does not properly take into account the background variations and errors thus derived are about three times smaller than ours when applied to the same data.

The final fractions of blue galaxies for the entire sample are shown in the upper panel of Figure 1. For those clusters with multiple observations, we have used the observation with smaller σ_{f_B} . Clusters with spectroscopic and photometric redshift measurements are indicated by solid and open circles respectively. The individual error bars are not presented to avoid confusion in the plot, but the median σ_{f_B} is 0.071. The lower panel presents only clusters that have: (1) $\sigma_{f_B} < 0.071$, (2) spectroscopic redshift measurements, and (3) a well-defined CM relation. The $1-\sigma_{f_B}$ errors are indicated for these clusters. In both panels, the solid lines indicates a linear fit derived from the clusters with $z \leq 0.25$ ($f_B = (1.24 \pm 0.07)z - 0.01$, with an rms scatter of 0.1 for the entire sample shown in the upper panel, and $f_B = (1.34 \pm 0.11)z - 0.03$, with an rms of 0.07 for the sample shown in the lower panel). The fits were done with the GaussFit program (Jefferys *et al.* 1988) taking into account the measurement errors in f_B . The dashed line indicates the rms

scatter around the fit, and while the upper panel shows a larger scatter, the two derived relations are the same within the errors. A clear trend of strong evolution with redshift is seen. A χ_ν test applied to the fit presented in the upper panel results in 1.36 if only f_B errors are considered, and 1.13 when the uncertainties in the photometric redshifts are also taken into account. Such small χ_ν is due however to large measurement errors in this sample. A higher χ_ν of 1.72 is obtained for the subsample of clusters with smaller σ_{f_B} and spectroscopic redshift (lower panel of Figure 1).

Richness is a natural second parameter which might cause the range in f_B at given redshift. The left upper panel of Figure 2 shows the $f_B(z)$ diagram with symbol sizes scaled by N , the number of galaxies between $M^* - 1$ and $M^* + 2$, inside 0.7 Mpc, after background correction. Only clusters from the lower panel in Figure 1 and at redshifts between 0.1 and 0.2, where no corrections needed to be applied to compute f_B , are presented in this figure. The solid line is the best-fit linear $f_B(z)$ relation for the 26 clusters shown, and the dashed lines indicate the relations obtained when the sample is subdivided in two 13 cluster samples according to richness. The slopes of the three relations are the same within the errors (0.86 ± 0.23 for the entire sample, 0.96 ± 0.26 for the subsample of richest clusters, and 0.86 ± 0.56 for the poorest ones). Although the uncertainties are large, the rate of evolution is approximately constant for all richnesses, and there is clearly an effect, with richer clusters tending to lower f_B . The suggestion by Andreon & Ettori (1999) that the observed increase of f_B with redshift is caused by missing poor clusters at higher redshift is therefore no longer tenable, because any such selection effects would serve to decrease the redshift evolution of f_B . The evolution in f_B is real, and takes place in all richness classes.

To ensure that richness and redshift are not correlated in this subsample, we plot N vs. z in the right upper panel of Figure 2. The best-linear fit ($N = -(38.2 \pm 106.2)z + (89.5 \pm 14.5)$) is indicated by the solid line, and the dashed lines represent adding/subtracting $1-\sigma$ uncertainties to its coefficients. Richness and redshift are uncorrelated in this sample.

To gauge the richness importance, we investigate $f_B(z, N)$ relations with various richness dependences (N^{-1} , $N^{-3/2}$, N^{-2} , and N^{-3}), and found that N^{-2} correlates slightly better with f_B . The final best-fit relation for the data, when both redshift and richness are considered, and taking into account the errors in f_B and N , is $f_B = (1.03 \pm 0.25)z + (388.3 \pm 111.4)N^{-2} - 0.04$, with $\chi_\nu = 0.99$. The F test indicates with $> 99\%$ confidence ($F_{\chi_\nu} = 23.8$, for 25 to 24 degrees of freedom) that richness is responsible for the improvement observed in χ_ν . Richness is therefore extremely important in determining f_B and it is in fact enough to account for the scatter observed in a simple $f_B(z)$ relation. In the lower left panel of Figure 2 we plot f_B vs. $z + 378.6N^{-2}$, which represent an edge-on view of the best-fit plane $f_B(z, N)$, and in the lower right panel we present the redshift dependence of a richness-corrected- f_B : the redshift evolution is clear.

Although all 26 clusters shown in Figure 2 were used to compute the relations indicated by solid lines in the figure, the two clusters represented by open circles (Abell 520, and Abell 1081) seem to deviate from the trend. These clusters also have the largest σ_N (derived from

the scatter in the 22 control regions), and if excluded from the fitting, the relation changes to $f_B = 1.13z + 480.56N^{-2} - 0.06$ ($\chi_\nu = 0.95$), indicating a slightly stronger redshift dependence.

Finally, we used 11 clusters with ROSAT X-ray luminosities to check for correlations with f_B , but this small sample did not allow any conclusions. There is a possible trend of increasing L_X with redshift in the sense found by Andreon & Ettori (1999) in BO's original sample. However, there is no clear trend of f_B with L_X , arguing against any contamination of the $f_B(z)$ relation by selection effects. A comparison of the X-ray luminosities of these clusters with their f_B could provide new insight to the BO effect, and we are in the process of obtaining X-ray fluxes and upper limits from the RASS (Rosat All Sky Survey) for all of these clusters, as well as a larger sample of new clusters generated from DPOSS-II.

We stress that these results are not to be directly compared with fractions of blue galaxies as originally defined in BO84. The most important reason for differences is the magnitude range used to calculate f_B . The number of blue galaxies increases at fainter magnitudes and it is therefore natural that our f_B measurements are in general higher. Also, the usage of a rigid physical scale for all clusters, instead of regions determined individually for each cluster according to its density profile, should yield different f_B estimates. When f_B is computed using the same absolute magnitude range used by BO84, we find signs of evolution that are stronger than originally suggested in their work, and which are consistent with recent works by Rakos & Schombert (1995) and MdC00. Limiting our sample at brighter absolute magnitudes however increases the σ_{f_B} (and σ_N) because of the smaller galaxy count statistics, and probes a smaller fraction of the cluster population.

4. Summary and Conclusions

We compute f_B for 295 randomly selected Abell (1989) clusters, including galaxies as faint as $M^* + 2$ to sample a larger range of the luminosity function and provide better statistics in each cluster. The resulting f_B shows a stronger trend with redshift than did f_B as originally defined by BO84, consistent with the idea that the BO effect is stronger among the late-type spirals and irregulars which dominate the galaxy populations at intermediate and lower luminosities.

This is the first sample large enough to allow the study of the f_B variations at a given redshift. A χ_ν test applied to a simple linear $f_B(z)$ relation shows that the scatter in f_B at a given redshift is consistently larger than the measurement error, indicating a real cluster-to-cluster variation. We investigate the richness dependence of the Butcher-Oemler effect, and find a strong correlation between f_B and galaxy counts in the sense that poorer clusters tend to have larger f_B than richer clusters at the same redshift. The inclusion of poor clusters tends therefore to increase the slope of the $f_B(z)$ relation, and is another factor (together with the inclusion of fainter galaxies) responsible for the stronger evolution observed in this sample when compared to previous works based mostly on rich clusters.

We show that the fraction of blue galaxies in a cluster can be completely determined by its redshift and richness (within the measurement errors). The evolution in f_B with redshift is real, and occurs at approximately the same rate for clusters of all richnesses.

We thank D. Wittman, J.A. Tyson, A. Dressler, S. Andreon, and the anonymous referee for very helpful comments and suggestions which helped to improve the paper. We also thank the Palomar TAC and Directors for generous time allocations for the DPOSS calibration effort, and numerous past and present Caltech undergraduates who assisted in the taking of the data utilized in this paper. RRG was supported in part by an NSF Fellowship and NASA GSRP NGT5-50215. The DPOSS cataloging and calibration effort was supported by a grant from the Norris Foundation.

REFERENCES

- Abell G.O., 1958, *ApJS*, 3, 211.
- Abell G.O., Corwin H.G., Olowin R.P., 1989, *ApJS*, 70, 1.
- Andreon S., Etti S., 1999, *ApJ*, 516, 647.
- Butcher H. & Oemler A.Jr., 1978, *ApJ*, 219, 18.
- Butcher H. & Oemler A.Jr., 1984, *ApJ*, 285, 426.
- Caldwell N. & Rose J.A., 1997, *AJ*, 113, 492.
- Coleman G.D., Wu C-C., Weedman D.W. 1980, *ApJS*, 43, 393.
- Connolly A.J., Csabi I., Szalay A.S., 1995, *AJ*, 110, 6.
- Couch W.J., Ellis R.S., Sharples R.M., Smail I., 1994, *ApJ*, 430, 121.
- Couch W.J., Barger A.J., Smail I., Ellis R.S., Sharples R.M., 1998, *ApJ*, 497, 188.
- Djorgovski S.G., Gal R.R., Odewahn S.C., de Carvalho R.R., Brunner R., Longo G., and Scaramella R., 1999, in *Wide Field Surveys in Cosmology*, eds. S. Colombi, Y. Mellier, and B. Raban, Gif sur Yvette: Eds. Frontières p. 89.
- Dressler A., 1980, *ApJ*, 236, 351.
- Dressler A., Oemler A.Jr., Butcher H.R., Gunn J.E., 1994, *ApJ*, 430, 107.
- Dressler A., Oemler A.Jr., Couch W.J., Smail I., Ellis R.S., Barger A., Butcher H.R., Poggianti B.M., Sharples R.M., 1997, *ApJ*, 490, 577.

- Fasano G., Poggianti B.M., Couch W.J., Bettoni D., Kjærgaard P., Moles M., 2000, *ApJ*, in press.
- Gal R.R., de Carvalho R.R., Brunner R., Odewahn S.C., Djorgovski S.G., 2000, *AJ*, 120, 540.
- Jefferys, W.H., Fitzpatric M.J., McArthur B.E., 1988 *Celest. Mech.*, 41, 39
- Kodama T. & Bower R.G., 2000, submitted to *MNRAS*.
- Larson R.B., Tinsley B.M., Caldwell N., 1980, *ApJ*, 237, 692.
- Lin H., Kirshner R.P., Sackett P.A., Landy S.D., Oemler A., Tucker D.L., Shechter P.L., 1996, *ApJ*, 464, 60.
- Margoniner V.E. & de Carvalho R.R., 2000, *AJ*, 119, 1562.
- Metevier A.J., Romer A.K., Ulmer M.P. , 2000 *AJ*, 119, 1090.
- Oemler A.Jr., Dressler A., Butcher H.R., 1997, *ApJ*, 474, 561.
- Rakos K.D., Schombert J.M., 1995, *ApJ*, 439, 47.
- Rakos K.D., Odell A.P., Schombert J.M., 1997, *ApJ*, 490, 201
- Schlegel D.J., Finkbeiner D.P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525.
- Smail I., Edge A., Ellis R., Blandford R., 1998, *MNRAS*, 293, 124.
- Thuan T.X., Gumm J.E., 1976, *PASP*, 88, 543.

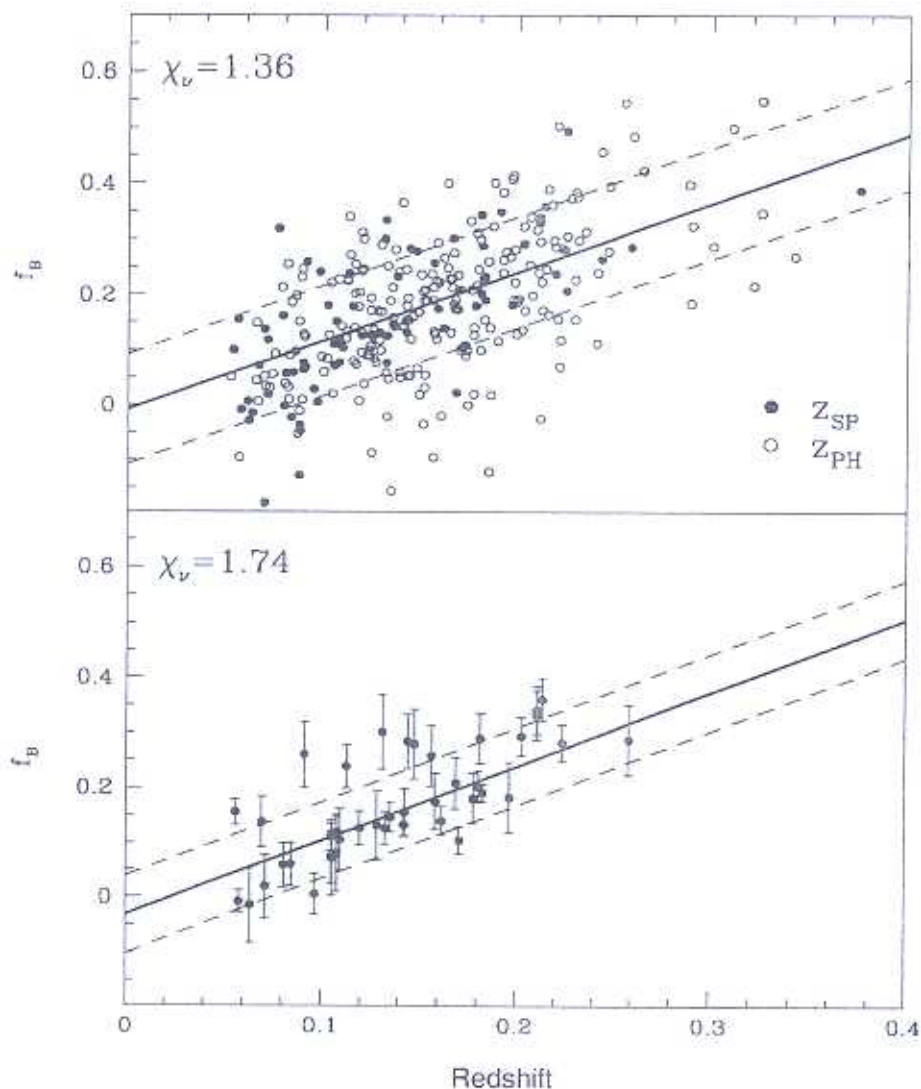


Fig. 1.— Fraction of blue galaxies in the magnitude range between $M^* - 1$ and $M^* + 2$, and within 0.7 Mpc from the center of the cluster. The entire 295-cluster sample is shown in the upper panel, and only clusters with (1) $\sigma_{f_B} < 0.071$, (2) spectroscopic redshift measurements, and (3) well-defined CM relation are presented in the lower panel. In each panel the solid line indicates a linear $f_B(z)$ fit derived from the clusters with $z \leq 0.25$, and the dashed line represents the rms scatter of the clusters around the fit.

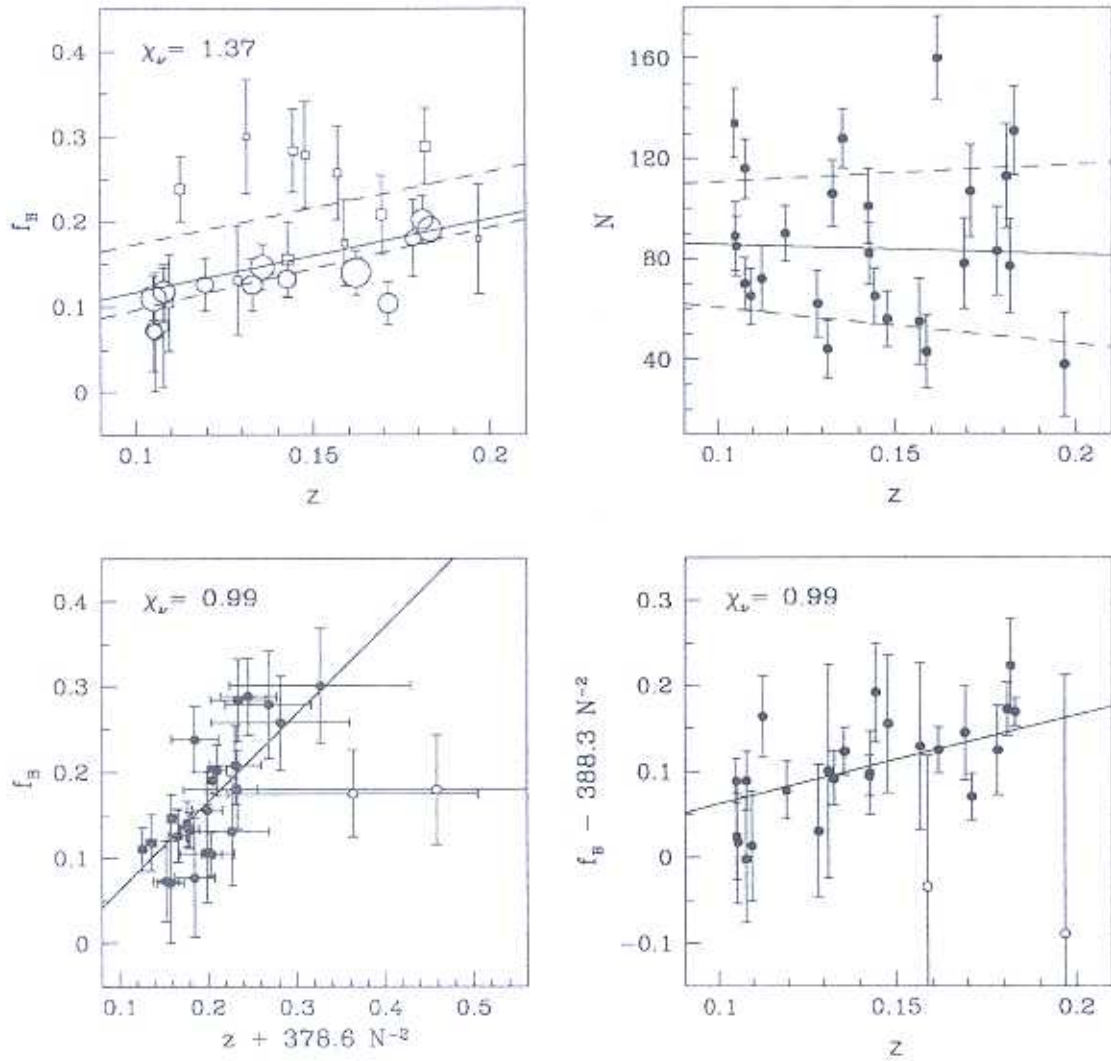


Fig. 2.— Subsample of clusters with $0.1 \leq z \leq 0.2$ from the lower panel in Figure 1. The solid line in each panel represents the best-fit to the entire sample. Left upper panel: $f_B(z)$ diagram with marker sizes scaled by N (galaxy counts). The dashed lines indicate the fits computed separately for the richest (circles) and poorest (squares) clusters. Right upper panel: N vs. z . The linear $N(z)$ fit is indicated by the solid line, and the dashed lines represent adding/subtracting $1\text{-}\sigma$ uncertainties to its coefficients. Lower left panel: f_B vs. $z + 378.6 N^{-2}$ (edge-on view of the best-fit plane $f_B = (1.03 \pm 0.25)z + (388.3 \pm 111.4)N^{-2} - 0.04$ to the data). Lower right panel: richness-corrected f_B as a function of redshift.

Capítulo 3

Detecção de Aglomerados a partir da Luminosidade

3.1 Resumo

No artigo em anexo (Gal *et al.* 2000) apresentamos um projeto para criação de um catálogo de aglomerados (*Northern Sky Optical Cluster Survey*) a partir de critérios objetivos de seleção. Esta metodologia será aplicada aos catálogos de objetos resultantes do *Digitized Second Palomar Sky Survey* (DPOSS, Djorgovski *et al.* 1999) e resultará num novo catalogo de aglomerados para todo o hemisfério norte. Neste artigo utilizamos uma subamostra inicial de ~ 60 graus quadrados para demonstrar detalhes referentes à metodologia. Utilizamos cores para selecionar galáxias elípticas e lenticulares tipicamente observadas na região central de aglomerados, e construímos então um mapa de densidade de superficial utilizando uma técnica de *kernel* adaptativo, e um mapa de significância gerado através de *bootstrap*. Através desta metodologia pretendemos eliminar ao menos alguns dos critérios subjetivos utilizados na detecção de aglomerados até o presente momento.

3.2 Introdução

O catálogo de aglomerados de Abell (Abell 1958; Abell, Corwin e Olowin 1989) é um dos mais utilizados em estudos de evolução de galáxias em aglomerados e na determinação da estrutura em grande escala do Universo. Contudo, este catálogo foi construído a partir da inspeção puramente visual das placas fotográficas do levantamento de Palomar (POSS) e sofre de efeitos sistemáticos difíceis de serem quantificados. A inclusão de sistemas não-ligados gravitacionalmente devidos a efeitos de projeção, e o viés no sentido de incluir estruturas com galáxias cDs em seu centro, são alguns exemplos de problemas existentes no catálogo de Abell. Estes efeitos resultaram numa super-estimativa da potência de estruturas em grande escala na função de correlação angular (Bahcall e Soneira 1983), e estudos posteriores tiveram que incorporar modelos para tentar descontaminar o catálogo (Sutherland 1988; Olivier *et al.* 1990).

Outros catálogos foram gerados utilizando critérios objetivos (APM, Dalton *et al.* 1992; EDCC, Lumsden *et al.* 1992). O catálogo APM baseia-se nas placas fotográficas digitalizadas na banda *J* (azul) do levantamento do céu do hemisfério sul. Esta banda fotométrica dificulta a detecção de aglomerados já que as galáxias elípticas e S0 que populacionam aglomerados são vermelhas. Além disso, a utilização de uma única banda não permite a seleção de tipos

morfológicos com base em cores. O levantamento apresentado aqui utiliza-se de pelo menos uma cor e baseia-se em dados de melhor qualidade, além de cobrir uma área muito maior (todo o céu do hemisfério norte) do que tentativas anteriores como o EDCC.

Utilizamos 3 bandas (*JFN*) do DPOSS (Djorgovski *et al.* 1999) calibradas através de extensiva fotometria CCD no sistema *gri* de Thuan & Gunn (1976). Seleccionamos galáxias E/S0 no diagrama cor-cor, e utilizamos uma técnica de *kernel* adaptativo (Silverman 1986) para produzir mapas de densidade superficial de galáxias. O método de *bootstrap* é então utilizado na construção de um mapa de significância a partir do qual seleccionamos os picos de densidade com o pacote de programas FOCAS (Valdes 1982).

3.3 Dados e Construção de Catálogos

3.3.1 Dados

A construção do catálogo de aglomerados proposto baseia-se em dados digitalizados do segundo levantamento fotográfico de Palomar (DPOSS, Djorgovski *et al.* 1999) a partir das placas *JFN* do POSS-II. Cada placa cobre $6.6^\circ \times 6.6^\circ$ no céu, sendo que há uma intersecção de $\sim 1.6^\circ$ entre placas adjacentes. As placas foram digitalizadas no STScI (Lasker *et al.* 1990) com pixels de $1''$ de lado, resultando num *seeing* de tipicamente $2''$. Catálogos de objetos são construídos a partir dos dados digitalizados (Weir *et al.* 1995b), e atingem limites de magnitude $g_J \sim 21.5^m$, $r_F \sim 20.5^m$, e $i_N < \sim 20.0^m$. A classificação de cada objeto como estrela ou galáxia é feita através de um algoritmo de árvore de decisão (Weir *et al.* 1995a; Odewahn *et al.* 2002). Os dados são calibrados através de imagens CCD obtidas no sistema de Thuan-Gunn, com erros típicos de $\sigma_g \sim 0.21^m$, $\sigma_r \sim 0.18^m$, $\sigma_i \sim 0.37^m$ para objetos extensos de magnitude 19 em r (Odewahn *et al.* 2002).

Cada campo é processado individualmente em cada banda, e posteriormente os três catálogos são combinados em um único. Cada objeto incluído neste catálogo deve ser detectado ao menos nas placas J e F . A detecção em N não é mandatória porém $\sim 98\%$ dos objetos são também detectados nesta banda.

3.3.2 Seleção de Galáxias Pertencentes à Aglomerados

A relação morfologia-densidade (Dressler 1980) tem sido observada em aglomerados locais de galáxias a cerca de duas décadas. Galáxias elípticas e lenticulares são encontradas preferencialmente em regiões de alta densidade de galáxias como a região central de aglomerados, enquanto que galáxias de tipo tardio dominam a população de campo (baixa densidade de galáxias).

Utilizando informações das cores podemos seleccionar galáxias E/S0 e conseqüentemente aumentar o contraste de densidade entre aglomerados e campo, e a eficiência de detecção destas estruturas. Dressler & Gunn (1992) mostraram que galáxias de aglomerados ocupam um locus bem definido no diagrama $(g-r) \times (r-i)$, enquanto que galáxias de campo encontram-se muito mais espalhadas neste espaço de cores. Como a fotometria na banda i é de qualidade inferior à fotometria nas bandas g e r , optamos por seleccionar as galáxias E/S0 com base somente em suas cores $g-r$. O intervalo de cores $g-r$ que utilizamos garante a inclusão de galáxias até $z = 0.4$, mas a amostra é incompleta para $z \geq 0.25$.

3.4 Mapas de Densidade de Galáxias e Detecção de Aglomerados

3.4.1 Mapas de Densidade e de Significância

Utilizamos as galáxias elípticas selecionadas através dos critérios de cor descritos anteriormente na identificação de aglomerados na placa. A primeira etapa do processo de detecção de aglomerados é a construção de um mapa de densidade superficial a partir da posição das galáxias elípticas. Optamos pelo método de *kernel* adaptativo (KA) (Silverman 1986), que utiliza-se de dois estágios na construção do mapa de densidade. Primeiramente, o campo é dividido em uma malha de regiões de $15'$ e em cada ponto é feita uma estimativa inicial da densidade de objetos. Em seguida, o mapa é processado através de um *kernel* adaptativo que varia de tamanho de acordo com a densidade local. Quanto maior a densidade local, menor o tamanho da janela utilizada.

A segunda etapa é a construção de um mapa de significância através da técnica de *bootstrap* (Press *et al.* 1992). Este método utiliza um dado conjunto $C_{(0)}^S$ com N pontos e gera conjuntos sintéticos $C_{(1)}^S, C_{(2)}^S, \dots$ com o mesmo número N de pontos, selecionados aleatoriamente a partir do conjunto original. O mesmo ponto pode ser selecionado mais de uma vez. Para construirmos o mapa de significância das estruturas encontradas utilizamos 500 conjuntos sintéticos. Cada conjunto gera um mapa de densidade superficial sintético $D_i^S(j, k)$. Neste caso temos $i = 1, 500$ e $j, k = 1, 330$. Definimos então um mapa médio, \mathcal{M} , como:

$$\mathcal{M}(j, k) = \frac{1}{500} \sum_{i=1}^{500} D_i^S(j, k)$$

e um mapa análogo $\mathcal{M}2$:

$$\mathcal{M}2(j, k) = \frac{1}{500} \sum_{i=1}^{500} [D_i^S(j, k)]^2$$

O mapa de significância final é definido como:

$$S(j, k) = \mathcal{M}(j, k) - 3(\mathcal{M}^2(j, k) - \mathcal{M}2(j, k))^{\frac{1}{2}}$$

3.4.2 Detecção de Aglomerados

Candidatos à aglomerados são detectados como picos de densidade no mapa de significância. Utilizamos o algoritmo de detecção de picos (Jarvis & Tyson 1981) do pacote de programas FOCAS na construção de um catálogo de estruturas com significância maior que $3\sigma_F$, onde σ_F é a variação *rms* de fundo no mapa de significância. Além disso impusemos uma área mínima de detecção de 66 pixels, correspondendo a uma região circular de raio ~ 0.8 Mpc em $z = 0.15$. Os 10 aglomerados de Abell existentes no campo 447, assim como os 6 conhecidos no campo 475 são facilmente recuperados, e identificamos respectivamente 37 e 32 novos candidatos à aglomerado nestas placas (Vide artigo a seguir).

3.5 Propriedades dos Aglomerados

Após detecção, algumas propriedades como o tamanho do aglomerado são medidas a partir do mapa original de densidade. Propriedades como riqueza e desvio para o vermelho são determinadas a partir do catálogo original de galáxias do DPOSS.

3.5.1 Desvios para o Vermelho Fotométricos

O desvio para o vermelho fotométrico é estimado a partir das cores $g - r$ e magnitudes r das galáxias existentes na região aonde detectamos um aglomerado. Determinamos o número de galáxias com função da cor, N_{g-r} , e da magnitude, N_r , dentro da área do aglomerado. O número de galáxias de fundo, $N_{fundo,g-r}$ e $N_{fundo,r}$, foi estimado a partir de uma região de ~ 146 graus quadrados em torno do Pólo Norte Galáctico (Odewahn *et al.* 2002), e subtraído das contagens de cada aglomerado.

Este procedimento foi realizado para 46 aglomerados de Abell com desvios para o vermelho medidos espectroscopicamente. Medimos cores e magnitudes dentro do raio de Abell ($R = \frac{1.7'}{z}$) (Abell 1958), e derivamos uma relação empírica entre desvio para o vermelho, mediana da distribuição de cores $g - r$, e média das magnitudes r . A variação (*rms*) de $z_{esp} - z_{tot}$ é $\Delta z = 0.016$. Esta é contudo uma sub-estimativa dos erros, visto que o raio de Abell depende do desvio para o vermelho e é portanto desconhecido para as estruturas para as quais desejamos determinar desvios para o vermelho. O procedimento adotado envolve na verdade duas etapas. Uma primeira estimativa do desvio para o vermelho é feita utilizando um raio fixo de 26 minutos de arco (1.5Mpc em $z = 0.05$). Numa segunda etapa utilizamos esta estimativa do desvio para o vermelho na determinação do raio do Abell, e finalmente calculamos o desvio para o vermelho utilizando somente as galáxias dentro deste raio. Este procedimento é repetido até que o desvio para o vermelho convirja ($\Delta z_{tot} < 0.01$) ou no máximo seis vezes. Ignorando nosso conhecimento inicial do desvio para o vermelho dos 46 aglomerados utilizados na determinação da relação $z(g - r, r)$, e aplicando esta metodologia encontramos uma variação *rms* $\Delta z = 0.026$, com um desvio médio de apenas $z_{esp} - z_{tot} = -0.0016$ para esta amostra.

Estes erros são consideravelmente menores do que os normalmente encontrados em outros trabalhos, principalmente se considerarmos que se baseiam em dados fotográficos. Além disso, estes 46 aglomerados de Abell foram observados em 10 placas distintas, de modo que estes erros incluem incertezas na fotometria, classificação, e variações de extinção.

3.5.2 Riqueza

Procuramos determinar a riqueza dos nossos candidatos a aglomerados de diversas maneiras. Utilizamos a metodologia de Abell, contando o número de galáxias entre m_3 e $m_3 + 2$, onde m_3 é a magnitude da terceira galáxia mais brilhante, com e sem correção de galáxias de fundo, e experimentamos também a simples contagem de galáxias entre $16.0^m < r < 20.0^m$. Comparando nossas medidas de riqueza com as de Abell para os 46 aglomerados mencionados anteriormente, nossas contagens são sistematicamente inferiores para estruturas em $z > 0.1$.

3.5.3 Extinção Galáctica

Os dois campos considerados no artigo em anexo encontram-se a alta latitude galáctica e a extinção determinada a partir dos mapas de Schlegel, Finkbeiner, e Davis (1998) é desprezível (0.01^m e 0.05^m para os campos 447 e 475 respectivamente). O catálogo final de todo o céu do hemisfério Norte será baseado em catálogos de galáxias com magnitudes corrigidas de extinção.

3.6 Discussão e Conclusões

Apresentamos uma técnica simples e robusta a ser utilizada na construção de um catálogo de aglomerados até $z \sim 0.3$ em todo o céu do hemisfério Norte. Utilizando dados do DPOSS

em três bandas demonstramos que podemos estimar o desvio para o vermelho fotométrico destas estruturas e muitos problemas científicos poderão ser investigados. Questões astrofísicas fundamentais como a função de correlação espacial de aglomerados, e a evolução da população de galáxias poderão ser investigadas.

Além disso, dados CCD de fotometria em gr_i ($r_{lim} \sim 23.0^m$) e de espectroscopia foram obtidos para os candidatos à aglomeração detectados nos dois campos apresentados neste trabalho. Apesar de nosso catálogo de aglomerados sofrer de efeitos de seleção e de outros efeitos como projeção, esperamos ser capazes de utilizar os dados CCD para quantificá-los de maneira estatística. Seremos capazes ainda de estimar a taxa de falsas detecções, e de utilizar estes dados separadamente em estudos como o da função de luminosidade, e da população e evolução de galáxias em aglomerados.

The Northern Sky Optical Cluster Survey I: Detection of Galaxy Clusters in DPOSS

R.R. Gal¹, R.R. de Carvalho², S.C. Odewahn, S.G. Djorgovski
Palomar Observatory, Caltech, MC105-24, Pasadena, CA 91125

and

V. E. Margoniner

Observatório Nacional, Rua Gal. José Cristino, 77 – 20921-400, Rio de Janeiro, RJ, Brazil

ABSTRACT

The Northern Sky Optical Cluster Survey is a project to create an objective catalog of galaxy clusters over the entire high-galactic-latitude Northern sky, with well understood selection criteria. We use the object catalogs generated from the Digitized Second Palomar Sky Survey (DPOSS, Djorgovski *et al.* 1999) as the basis for this survey. We apply a color criterion to select against field galaxies, and use a simple adaptive kernel technique to create galaxy density maps, combined with the bootstrap technique to make significance maps, from which density peaks are selected. This survey attempts to eliminate some of the subjective criteria and assumptions of past surveys, including detection by eye (Abell 1958, ACO 1989) and assumed luminosity functions and cluster profiles (PDCS, Postman *et al.* 1995). We also utilize more information (especially colors) than the most similar recent survey, the APM (Dalton *et al.* 1992). This paper presents the details of our cluster detection technique, as well as some initial results for two small areas totaling ~ 60 square degrees. We find a mean surface density of ~ 1.5 clusters per square degree, consistent with the detection of richness class 0 and higher clusters to $z \sim 0.3$. In addition, we demonstrate an effective photometric redshift estimator for our clusters.

Subject headings: catalogues – surveys – galaxies: clusters – large-scale structure of the Universe

¹Email: rrg@astro.caltech.edu

²Observatório Nacional, Rua Gal. José Cristino, 77 – 20921-400, Rio de Janeiro, RJ, Brazil

1. Introduction

Clusters of galaxies are the largest bound systems in the Universe and, as such, have been used to study how matter is distributed over extremely large scales. They provide useful constraints for theories of large-scale structure formation and evolution, and are valuable (possibly coeval) samples for studying galaxy evolution in dense environments. Studies of the cluster two-point correlation function and the power spectrum are important probes of large scale structure and the scenarios of its formation. Correlations between optically and X-ray selected (e.g., ROSAT, Chandra, etc.) clusters are also of considerable scientific interest, and will help us better understand the various selection effects present in both types of cluster samples.

Most of the optical studies to date have been limited by the statistical quality of the available cluster samples. For instance, the Abell catalog (Abell 1958, ACO 1989) suffers from a non-objective selection process, poorer plate material, a bias towards centrally concentrated clusters, especially those with cD galaxies, a relatively low redshift cutoff ($z \sim 0.15$; Bahcall & Soneira 1983), and strong plate-to-plate sensitivity variations. Still, many far-reaching cosmological conclusions have been drawn from it (i.e. Bahcall & West 1992), although later studies have sometimes shown these to be flawed. Additionally, projection effects are a serious and difficult to quantify issue. These effects resulted in early findings of excess large-scale power in the angular correlation function (Bahcall & Soneira 1983), and later attempts to disentangle these issues relied on models to decontaminate the catalog (Sutherland 1988, Olivier *et al.* 1990). Unfortunately, some of these will plague any optically selected cluster sample, including our own, but objective selection criteria and a strong statistical understanding of the catalog can mitigate their effects.

Other catalogs preceding ours have been generated using objective means (APM, Dalton *et al.* 1992; EDCC, Lumsden *et al.* 1992). The APM group, for instance, used digitized J (blue) plates from the Southern Sky Survey; the use of a single, blue band provides no color information to distinguish galaxy types, and is a poor choice for cluster detection because clusters are better delineated by redder, early-type galaxies in the redshift range we probe ($z < 0.4$). The survey presented here utilizes at least one color (two filters), and is based on high resolution, low scattered light scans of photographic survey material, providing excellent classification and photometry. Additionally, this survey will eventually cover the entire high-galactic-latitude northern sky, a much larger area than some prior efforts (such as the EDCC).

This paper presents the initial results of an optical cluster survey based on DPOSS data, from two fields covering ~ 60 square degrees. We use the 3 bands (JFN) of the DPOSS survey (Djorgovski *et al.* 1999) calibrated with extensive CCD data into the Gunn gri system. From this data, we construct color-color diagrams for galaxies detected in all 3 bands. Predicated on the morphology-density relation (Dressler 1980), where redder, early-type galaxies (E/S0) are preferentially found in higher density regions, we select galaxies that are more likely to appear in clusters based on their colors. Alternatively, this can be viewed as a means of excluding galaxies

that are more common in the field. After the color cuts are applied, we use the adaptive kernel technique (Silverman 1986) to produce a surface density map of galaxies. A bootstrap method is then used to construct the corresponding significance map, from which density enhancements are selected using the FOCAS peak finding algorithm. While previous surveys have tested, and sometimes utilized, standard photometry packages for cluster detection (Shectman 1985, Lumsden *et al.* 1992), the novelty of our technique lies in the use of a color-selection technique, over a very large area of the sky, with an adaptive kernel to generate the input galaxy density maps.

In the next section of this paper, we briefly describe the input data derived from DPOSS. Calibration and classification issues are briefly discussed, followed by our color selection procedure. The third section covers the density mapping and peak selection. The fourth section presents our initial results for two DPOSS fields (~ 60 square degrees), and compares our results with those from previous surveys. In the fifth section, we discuss measurements of cluster properties directly from the calibrated plate photometry, including our attempts to estimate cluster redshifts using colors. In the final section we discuss future work and present our conclusions.

2. Input Data and Catalog Preparation

2.1. Input DPOSS Data

The Northern Sky Optical Cluster Survey is based on data from the Digitized Second Palomar Sky Survey (DPOSS, Djorgovski *et al.* 1999), a digitization of the POSS-II three-band photographic survey of the entire Northern sky (Reid *et al.* 1991). Each plate covers $6.6^\circ \times 6.6^\circ$ on the sky, with neighboring plates overlapping each other by $\sim 1.6^\circ$. The plates are scanned at STScI (Iasker *et al.* 1996), with $1''$ pixels. The typical seeing in the digitized data (combining both the effects of telescope seeing, and the scanning process) is $\sim 2''$. The digitized data are processed into catalogs at Caltech using the SKICAT system (Weir *et al.* 1995c). The end result of plate processing is a catalog of all objects detected down to the limiting magnitude of the plate ($g_J \sim 21.5, r_F \sim 20.5, i_N \sim 20.0$), with various photometric, positional and shape parameters. This data is collected from all processed plates into the Palomar Norris Sky Catalog (PNSC), expected to contain $\sim 50 \times 10^6$ galaxies and $> 2 \times 10^6$ stars. Classification of each object is performed by a decision tree, which has been shown to be $> 90\%$ accurate for objects brighter than $r = 20.0^m$ (Weir *et al.* 1995a; Odewahn *et al.* 1999). The data are calibrated into the Gunn system using an extensive collection of CCD imaging data obtained at the Palomar $60''$ telescope. Typical photometric errors for extended sources at in each band are $\sigma_g \sim .21^m, \sigma_r \sim .18^m, \sigma_i \sim .37^m$ at 19th magnitude (Odewahn *et al.* 1999).

Each field in each band is processed individually. The three resulting catalogs are cross-matched to create a composite list of objects for the field. We require a detection in both the J and F bands so that we can measure at least one color. N detections are not required because the N data are not as deep as the other two bands, and suffer from large plate sensitivity variations.

In practice, however, the relatively bright r magnitude limit imposed to maintain accurate classification results in most objects ($\sim 98\%$) being detected in all three bands.

Finally, those areas on the plate containing saturated objects are masked. These areas often contain large numbers of falsely identified galaxies, as the plate processing software handles large, bright objects improperly. The masked areas, on average, cover 7% of the plate. Figure 1 shows Field 447, with the masked areas enclosed in boxes. These areas are not used in cluster detection.

In this paper, we present results for two fields: 447 ($14^h 30^m + 30^\circ$) and 475 ($01^h + 25^\circ$). These fields were chosen because they are at relatively high galactic latitude ($+67^\circ$ and $+40^\circ$) where the effects of dust are expected to be small (but see the discussion in section 5), and because scans in all three bands were available when this project was started.

2.2. Selecting Cluster Galaxies Using Colors

The morphology-density relation (Dressler 1980) has been observed in galaxy clusters at low redshift for nearly two decades. Late-type galaxies are dominant in the field population, whereas early-type galaxies are preferentially seen in high density regions. Therefore, any technique that can eliminate field (i.e. late-type) galaxies on the basis of some simple observable parameter will enhance the contrast of galaxy clusters relative to the background.

Dressler & Gunn (1992) presented photometric data for seven rich clusters. They show that cluster galaxies follow a well-defined sequence in the $(g-r)$ vs. $(r-i)$ color-color space, whereas field galaxies occupy a much larger area in this space. By defining a locus of "cluster galaxies", and using only those objects which satisfy this color criterion, it is possible to preferentially discard field galaxies from the sample. Such a procedure was utilized effectively by Odewahn & Aldering (1995) in their cluster detection program. The Palomar Distant Cluster Survey (Postman *et al.* 1995), using deep, multi-color CCD data, also employed colors to detect clusters and estimate their redshifts. However, No other large (all-sky), systematic cluster survey has been able to use color information for this purpose, as the data simply did not exist.

Figure 2 shows the $(g-r)$ vs. $(r-i)$ diagram for galaxies which are matched in the three plate catalogs (JFN) for Field 475. We use only objects classified as galaxies on the J or F plate (whichever has better seeing), with calibrated magnitudes $r < 20.0^m$, where our classification accuracy is $> 90\%$ (Weir *et al.* 1995b; Odewahn *et al.* 1999). In practice, this imposes an approximate redshift limit of $z \sim 0.3$ on our cluster detection.

Initially, we defined a strict locus of cluster galaxies in the $(g-r)$ vs. $(r-i)$ space, similar to the prescription given by Dressler & Gunn (1992). However, inspection of our color-color diagrams shows that the i photometry is poor, resulting in large scatter in the $r-i$ color. We have therefore chosen to make color cuts in the $g-r$ space only. The chosen cuts in $g-r$ have two motivations. On the blue side, $(g-r) < 0.3$, we are excluding blue field galaxies at low z . On the red side,

$(g - r) > 1.3$, we are excluding objects that have a high likelihood of being either misclassified stars, or at high redshift. These color limits are marked in Figure 2. Clearly, a significant fraction ($\sim 30\%$) of galaxies in our catalog lie outside our chosen $g - r$ range. We have also tested different color selection criteria, and find that only the lowest significance clusters, usually near the plate edges, are affected. In addition, the k -corrected colors for both E and Scd galaxies are shown, for the redshift range $0.0 < z < 0.8$, for the Gunn filters used to calibrate the data. The differences between the actual plate filter/emulsion combination and the CCD filters used for calibration do not introduce any significant effects. The sharp turn in the k -correction curves occur at $z = 0.4$, where the 4000\AA break passes from the g to the r band. Not surprisingly, we can see evidence for the locus of cluster galaxies along the k -correction track for early-type galaxies, albeit with large scatter. From this figure, it is clear that we are seeing galaxies out to $z = 0.4$, although we are very incomplete above $z = 0.25 - 0.3$. This is not surprising, as an L_* early-type galaxy will have $r \sim 20^m$ at $z \sim 0.3$ for any reasonable cosmology.

For comparison, Figure 3 shows the results of a similar analysis of a number of Abell clusters imaged at the Palomar $60''$ telescope. The cluster galaxy sequence is very well delineated, but is clearly truncated for $z > 0.2$, as is well known (Abell *et al.* 1989).

3. Galaxy Density Maps and Cluster Detection

3.1. Density and Significance Maps

Once a catalog of galaxies meeting our classification, magnitude, and color criteria has been created, we proceed to detecting candidate clusters. We have chosen to use the Adaptive Kernel (AK) technique (Silverman 1986). This technique uses a two-stage process to produce a density map. First, at each point t , it produces a pilot estimate $f(t)$ of the galaxy density at each point in the map. We use a fixed Epanechnikov kernel,

$$K(t) = \begin{cases} \frac{3}{4\sqrt{5}} \left(1 - \frac{1}{5}t^2\right) & -\sqrt{5} \leq t \leq \sqrt{5}; \\ 0, & \text{otherwise.} \end{cases} \quad (1)$$

of $15'$ width. Based on this pilot estimate, it then applies a smoothing kernel whose size changes as a function of the local density, with a smaller kernel at higher density. This is achieved by defining a *local bandwidth factor*:

$$\lambda_i = [f(t)/g]^{-\alpha}, \quad (2)$$

where g is the geometric mean of $f(t)$. We use a sensitivity parameter $\alpha = 0.5$, which results in a minimally biased final density estimate, and is simultaneously more sensitive to local density variations than a fixed-width kernel (Silverman 1986). This is then used to construct the adaptive kernel estimate:

$$\hat{f}(t) = n^{-1} \sum_{i=1}^n h^{-2} \lambda_i^{-2} K\{h^{-2} \lambda_i^{-2}(t - X_i)\} \quad (3)$$

where h is the bandwidth. The choice of bandwidth is discussed below.

This technique has many advantages over methods used by other surveys. First, the two-step process significantly smooths the low density regions, without affecting the high density peaks. The smaller kernel size at high density means that multiple clusters in high density regions (e.g., filaments) are still separated. This technique may be more robust than percolation or friends-of-friends algorithms, which may link clusters in regions of high galaxy density, since they employ a fixed linking length. Second, the AK does not require an assumed luminosity function or radial profile for the cluster, as did the matched filter of the PDCS. With our plate data, the range in magnitude covered is small ($16 \leq m_r \leq 20$), so that fitting a luminosity function is a precarious endeavor. More importantly, perhaps, visual inspection of our candidate clusters shows that many (perhaps most) do not appear symmetric, so that any radially symmetric profile, assumed by some techniques like the matched filter (Postman *et al.* 1996) could produce biased results. We are attempting to avoid any bias towards rich, relaxed, evolved clusters (which may occur if clusters are selected from X-ray surveys). This results in a catalog in which some clusters will have different physical properties than those discovered by other techniques and at other wavelengths.

Our density maps are created using $1'$ pixels, resulting in a final map size of 360×360 pixels for each field. The kernel itself has a bandwidth comparable to the Abell radius of a cluster at $z \sim .15$, which is expected to be the median redshift of our cluster candidates. This combination of pixel size and bandwidth prevents us from over-resolving clusters into structural components, while maintaining a reasonable number of galaxies per pixel. Once a density map has been constructed, we use the *bootstrap* technique (Press *et al.* 1992) to build a significance map. This technique uses the input data set, $C_{(0)}^S$, containing N points, to generate synthetic data sets $C_{(1)}^S$, $C_{(2)}^S$, ... with the same number of points N as the input set. These N points are selected at random from the input set, with replacement. This means that the same point can be selected more than once for each synthetic data set. We generate 500 synthetic data sets, each resulting in a density map $D_i^S(j, k)$, with map number $i = 1, 500$ and pixels $j, k = 1, 360$. We define a mean map, \mathcal{M} , as:

$$\mathcal{M}(j, k) = \frac{1}{500} \sum_{i=1}^{500} D_i^S(j, k) \quad (4)$$

and an analogous map $\mathcal{M}2$:

$$\mathcal{M}2(j, k) = \frac{1}{500} \sum_{i=1}^{500} [D_i^S(j, k)]^2 \quad (5)$$

From these, we form a final significance map S :

$$S(j, k) = \mathcal{M}(j, k) - 3(\mathcal{M}^2(j, k) - \mathcal{M}2(j, k))^{\frac{1}{2}} \quad (6)$$

Density maps and corresponding significance maps for fields 447 and 475 are shown in Figures 4 and 5. One can see that the structures seen in the significance map are also visible in the original density map.

3.2. Selecting Cluster Candidates

The significance map constructed using the bootstrap technique is then used to identify peaks in the galaxy distribution, which we mark as candidate galaxy clusters. We utilize the FOCAS peak-finding algorithm (Jarvis & Tyson 1981) to detect enhancements with $\geq 3.0\sigma_F$ significance, where σ_F is the *rms* of the background in the significance map. In practice, this is a very liberal detection threshold, in the sense that we accept a larger number of false detections in return for both enhanced completeness at higher redshift and lower richness. We also impose a minimum area requirement of 66 pixels, which corresponds to a circular region of ~ 0.8 Mpc observed at $z = 0.15$. This yields 47 and 38 candidate clusters in fields 447 and 475, respectively. To quantify our false detection rate (which may be large at low significance), we have undertaken a spectroscopic follow-up campaign to measure redshifts for all the cluster candidates in these two fields, with results to be presented in a future paper.

The candidate clusters are marked in Figures 4 and 5, with Abell clusters shown in green, and new clusters in white. We successfully recover all known Abell clusters in these fields, and find a vastly larger number of new candidates. Clearly, Abell identified, in general, only the most significant density enhancements, although some rich clusters (such as candidate 31 in Field 475, shown in Figure 6) were still missed.

4. Estimating Cluster Properties

After detection from the significance map, some simple properties (such as size) of the clusters are measured from the original density map. Properties of the galaxy population of each cluster are derived from the input DPOSS galaxy catalogs. This helps to eliminate spurious detections, and allows us to compare our catalog with pre-existing catalogs. In this paper, we address properties measured directly from the plate data, while later papers will utilize additional CCD imaging and spectroscopic data obtained for the cluster candidates in these two fields for more detailed studies.

4.1. Photometric Redshift Estimation

From the plate data, we wish to measure the redshift and richness of each cluster candidate. First we estimate the redshift assuming that each cluster candidate contains a single cluster, at one redshift, and is dominated by early-type galaxies. We count the number of galaxies as

a function of color, N_{g-r} , and the number as a function of r magnitude, N_r , inside the cluster area, as determined by FOCAS from our galaxy density maps. The background galaxy color and magnitude distributions, $N_{bg,g-r}$ and $N_{bg,r}$ are determined from a large (~ 146 square degrees) galaxy catalog around the North Galactic Pole, constructed from DPOSS data (Odewahn *et al.* 1999). This distribution, scaled to the appropriate area, is then subtracted from the color and magnitude distributions of each candidate cluster, and the median $g-r$ color and mean r magnitude of the remaining galaxies calculated. Figure 7 shows the N_{g-r} distribution for a typical candidate before subtraction, the scaled $N_{bg,g-r}$ background distribution, and the final $N_{corr,g-r}$ distribution after background correction. As expected, the background galaxy counts are clearly bluer than the cluster galaxies. We also experimented with the use of locally derived background estimates. We found that the closer to the cluster the local background was determined, the lower the estimated cluster richness. This effect continues out to very large radii, and prompted the use of a global background estimate, which has been questioned in the past (Lumsden *et al.* 1992).

This procedure was performed for 46 known Abell clusters with measured redshifts $z_{spect} > 0.05$, from 10 plates. However, in this case, we set the radius to the Abell radius ($R_{g-r} = 1.7'/z_{g-r}$) (Abell 1958) to measure the colors and magnitudes. We find that both the colors and magnitudes are equally well correlated with measured spectroscopic redshifts. We derive an empirical relation between redshift, median $g-r$ color, and mean r magnitude using a bivariate least-squares fit:

$$z_{phot} = 0.1074 \times r_{mean} + 0.1317 \times (g-r)_{med} - 1.9706 \quad (7)$$

The *rms* of $z_{spect} - z_{phot}$ is $\Delta z = 0.0165$. Figure 8 shows the photometrically estimated redshift against the spectroscopically measured redshift for all 46 clusters. Open circles show those clusters with only one galaxy with a spectroscopic redshift, and filled circles are clusters with two or more spectroscopic redshifts.

In practice, this must be an iterative procedure, because we do not initially know the redshift, and therefore the Abell radius, for our cluster candidates. Once a redshift is estimated, we then determine the Abell radius ($R_{phot} = 1.7'/z_{phot}$) for each candidate, and recenter on the median location of galaxies inside this radius. We then repeat the background correction and color and magnitude measurements inside R_{phot} , centered on the new location, and estimate the redshift anew. These steps are repeated until the redshift converges; $\Delta z_{phot} < 0.01$.

The complete iterative procedure was also performed on the 46 clusters with measured redshifts. As expected, starting the process with the incorrect Abell radius increases our errors. The final *rms* of $z_{spect} - z_{phot}$ is $\Delta z = 0.026$, with a mean offset of only -0.0016 . This error includes all random and systematic errors, such as plate-to-plate photometry, classification, background correction, and even incorrectly measured spectroscopic redshifts. Approximately 50% of the 46 clusters used have only one galaxy with a measured redshift. This result does not vary strongly with the radius used (R_{Abell} or $0.5 \times R_{Abell}$). In the future, as we gather more data, we will recalculate our photometric redshift estimator. Additionally, we have ignored clusters with

$z_{spect} < 0.05$, as these are too extended for our technique to handle properly, and our photometric calibration for bright galaxies is currently too poor.

We find the small errors from this photometric redshift technique to be remarkable, particularly in light of the data we are using. The data is taken from 10 plates in various parts of the sky, and therefore encompasses all of our photometric and classification errors, as well as varying amounts of extinction. The photometry is taken from photographic plates, where the quality is much lower than for CCDs. Additionally, the galaxy populations of these clusters must also vary; the fraction of bluer, late-type galaxies is not constant with richness or redshift. In comparison, the APM group, utilizing a richness-dependent, magnitude-based redshift estimator, achieved similar errors over only a much smaller redshift range ($0.04 < z < 0.1$, Dalton *et al.* 1994).

4.2. Richness

We have attempted to estimate the richness of our cluster candidates in numerous ways. We tested Abell's prescription (counting galaxies between m_3 and $m_3 + 2$ mag, where m_3 is the magnitude of the third brightest galaxy), with and without a background correction applied, as well as simply counting all galaxies in the range $16.0^m < r < 20.0^m$. The richnesses of clusters with spectroscopic redshifts was measured from our catalog data, and compared directly to the data from Abell (1958). Rather than use richness class (which has a small range, is not continuous, and is dominated by poor clusters), we used the number of galaxies in the cluster. We find that there is a good correlation between our richness measures and those from Abell for clusters at $z < 0.1$, but at higher z , we consistently underestimate the richness. This effect is certainly not new; Scott (1953) demonstrated the redshift dependence of such a simple-minded richness measure. As expected, the degree of underestimation worsens as z increases. This is due to the $m_r = 20.0$ cut imposed due to classification. By $z = 0.1$, we are no longer able to sample a reasonable part of the luminosity function of the cluster, and at $z = 0.25$, only the very brightest cluster members are visible.

We postpone discussion of richness estimation for a later paper. We plan to carry out further tests using objects fainter than $r = 20.0^m$, perhaps ignoring classification, as was done by Croft *et al.* (1997). At fainter magnitudes, the objects in a putative cluster should be predominantly galaxies, so that including them in a richness estimate may be feasible. This would force us to increase the limiting richness for a complete sample at higher redshift. We may also assume a Schechter luminosity function, fitting only the bright end, and estimate a cluster's richness from the normalization of the LF. It should be noted that the APM survey did not encounter this problem because they limited themselves to $z < 0.1$ for estimating richness and redshift.

In Tables 1 and 2 we provide the relevant information about the selected cluster candidates for fields 447 and 475. Column (1) gives the identification number of the candidate; columns (2)

and (3) show the right ascension and declination coordinates for J2000.0; column (4) shows the redshift estimated from our photometric technique; and column (5) identifies which are Abell clusters. Where no estimated redshift is given our estimator failed to converge.

4.3. Extinction

An important consideration in the construction of an all-sky cluster catalog is extinction from dust in our Galaxy. Because the two fields considered in this paper are at high galactic latitude, the extinction correction is negligible. The mean extinction $E(g - r)$ derived from the Schlegel *et al.* (1998) maps is only 0.01^m and 0.05^m for fields 447 and 475, respectively. Nevertheless, our final all-sky catalog will use extinction corrected magnitudes and colors to derive cluster properties. It is also instructive to compare the 100μ IRAS map, and the galaxy surface density map, for another DPOSS field, number 479, shown in Figure 9. It is clear that galaxies are extinguished out of our detection threshold, creating false large-scale structure. This cannot be avoided; it is impossible to correct the color of a galaxy that is not detected. This effect has been largely ignored by past cluster surveys, which only corrected magnitudes of detected galaxies, or were restricted to areas of low extinction. (Maddox, Efstathiou & Sutherland 1996). This can have dire consequences for measurements of large scale structure, introducing false power on all scales. Clusters are detected where the galactic extinction is low, and lost where the extinction is high. This non-uniform detection threshold across the sky must be accounted for when measuring the cluster-cluster correlation function, for instance.

5. Discussion and Conclusion

We have presented a simple but robust technique for generating an objective catalogue of galaxy clusters to $z \sim 0.3$ over the entire high-galactic-latitude Northern sky, using DPOSS data. With the multicolor nature of our data, and our demonstrated ability to measure redshifts photometrically, many scientific problems can be addressed. Future papers will present cluster catalogs over large areas of the sky, stitched together seamlessly from individual field catalogs (thus avoiding plate edge effects). Fundamental astrophysical questions will be addressed, including the cluster-cluster correlation function and the evolution of galaxy populations in clusters. Our observed cluster density, ~ 1 per square degree, is consistent with the detection of richness class 0 and higher clusters to $z \sim 0.3$. It is approximately 50% higher than the space density of clusters found by APM (Dalton *et al.* 1992).

Additionally, we have undertaken an extensive follow-up campaign, including deep ($r_{lim} = 23.0^m$) 3-band (*gri*) CCD imaging at the Palomar 60" telescope, and multislit spectroscopy at the Palomar 200" Hale telescope. Every candidate in our two test fields will have both follow-up imaging and spectroscopy, with results to be presented in later papers. While this data will not free

our sample of selection effects and biases (most notably due to overlapping clusters), it will allow us to provide an unprecedented statistical understanding of our cluster catalog. The spectroscopy will provide redshifts of ~ 80 candidate clusters in the two fields described in this paper. We will be able to directly measure our false detection rate and the redshift distribution of our clusters. The CCD imaging will provide detailed constraints on our photometric and classification errors, in addition to enabling studies of cluster luminosity functions, galaxy populations, etc. The data may also be used in searches for clusters at higher redshift.

Finally, we note that the next large-area galaxy cluster catalogs will not be produced for some years. These will likely be redshift-selected samples from the 2dF and SDSS redshift surveys. The next complete photometrically selected sample, from the SDSS imaging survey, is in the somewhat more distant future. Until then, we hope that this modern catalog of galaxy clusters will be useful in broad-ranging, multi-wavelength studies by ourselves and other investigators. Upcoming and recent space missions, such as CXF and XMM, will also benefit greatly from this new resource.

RRG was supported in part by an NSF Fellowship, NASA GSRP NGT5-50215, and a Kingsley Fellowship. The Norris Foundation has provided generous support for the DPOSS project and creation of the PNSC. Eastman Kodak has provided the plates and additional support for POSS-II. We owe a debt of gratitude to the entire POSSII survey team for their dedication to the long and arduous process of taking over 2700 photographic plates. We are also indebted to the plate scanning team at STScI, especially Barry Lasker, for their efforts. RRG thanks R. Brunner for help with photometric redshifts. RRdC would like to thank S. Schechtman for very useful suggestions during this project. M. Pahre has also participated in enlightening conversations, and H. Capelato kindly provided his adaptive kernel software. Finally, we thank the referee for the rapid response and helpful comments.

REFERENCES

- Abell, G. O. 1958, *ApJS*, 3, 211
Abell, G. O., Corwin, H. G. & Olowin, R. P. 1989, *ApJS*, 70, 1
Bahcall, N. A. & Soneira, R. M. 1983, *ApJ*, 270, 20
Bahcall, N. A. & West, M. J. 1992, *ApJ*, 392, 419
Butcher, H. R. & Oemler, A. 1978, *ApJ*, 226, 559
Dalton, G. B., Efstathiou, G., Maddox, S. J. & Sutherland, W. J., 1992, *ApJ*, 390, L1
Dalton, G. B., Efstathiou, G., Maddox, S. J. & Sutherland, W. J., 1994 *MNRAS*, 269, 151
Djorgovski, S. G., Gal, R. R., Odewahn, S. C., DeCarvalho, R. R., Brunner, R., Longo, G. & Scaramella, R. 1999, in *Wide Field Surveys in Cosmology*, S. Colombi *et al.*, eds., p. 89
Dressler, A. 1980, *ApJ*, 236, 351

- Dressler, A. & Gunn, J.E. 1992, ApJ, 78, 1
- Jarvis, J. F. & Tyson, J. A. 1981, AJ, 86, 476
- Kennefick, J. 1996, *The Luminosity Function of Quasars at $z \approx 4$* , (Ph.D. Thesis)
- Lasker, B. *et al.* 1996, *Astronomical Data Analysis Software and Systems V*, A.S.P. Conference Series, Vol. 101, 1996, George H. Jacoby and Jeannette Barnes, eds., p. 88.
- Lumsden, S. L., Nichol, R. C., Collins, C. A. & Guzzo, L. 1992, MNRAS, 258, 1
- Maddox, S. J., Efsthathiou, G. & Sutherland, W. J. 1996, MNRAS, 283, 1227
- Odehahn, S. C. & Aldering, G. 1995, AJ, 110, 2009
- Odehahn, S. C. *et al.* 1999, in preparation
- Olivier, S., Primack, J. R., Blumenthal, G. R., Dekel, A., & Stanhill, D. 1990, ApJ, 356, 10
- Postman, M. *et al.* 1996, AJ, 111, 615
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., Flannery, B. P. 1992, *Numerical recipes in FORTRAN, 2d. ed.*, (Cambridge: University Press)
- Reid, I. N. *et al.* , 1991, PASP, 103, 661
- Schlegel, D., Finkbeiner, D., & Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525
- Shectman, S. A. 1985 ApJS, 57, 77
- Silverman, B.W. 1986, *Density Estimation for Statistics and Data Analysis*, (London: Chapman & Hall)
- Struble, M. F. & Rood, H. J. 1991, ApJS, 77, 363
- Sutherland, W. 1988, MNRAS, 234, 159
- Weir, N., Fayyad, U., Djorgovski, S. 1995, AJ, 109, 2401
- Weir, N., Djorgovski, S., Fayyad, U. 1995, AJ, 110, 1
- Weir, N., Fayyad, U., Djorgovski, S. & Roden, J. 1995, PASP, 107, 1243
- Worthey, G., 1994, ApJS, 95, 107

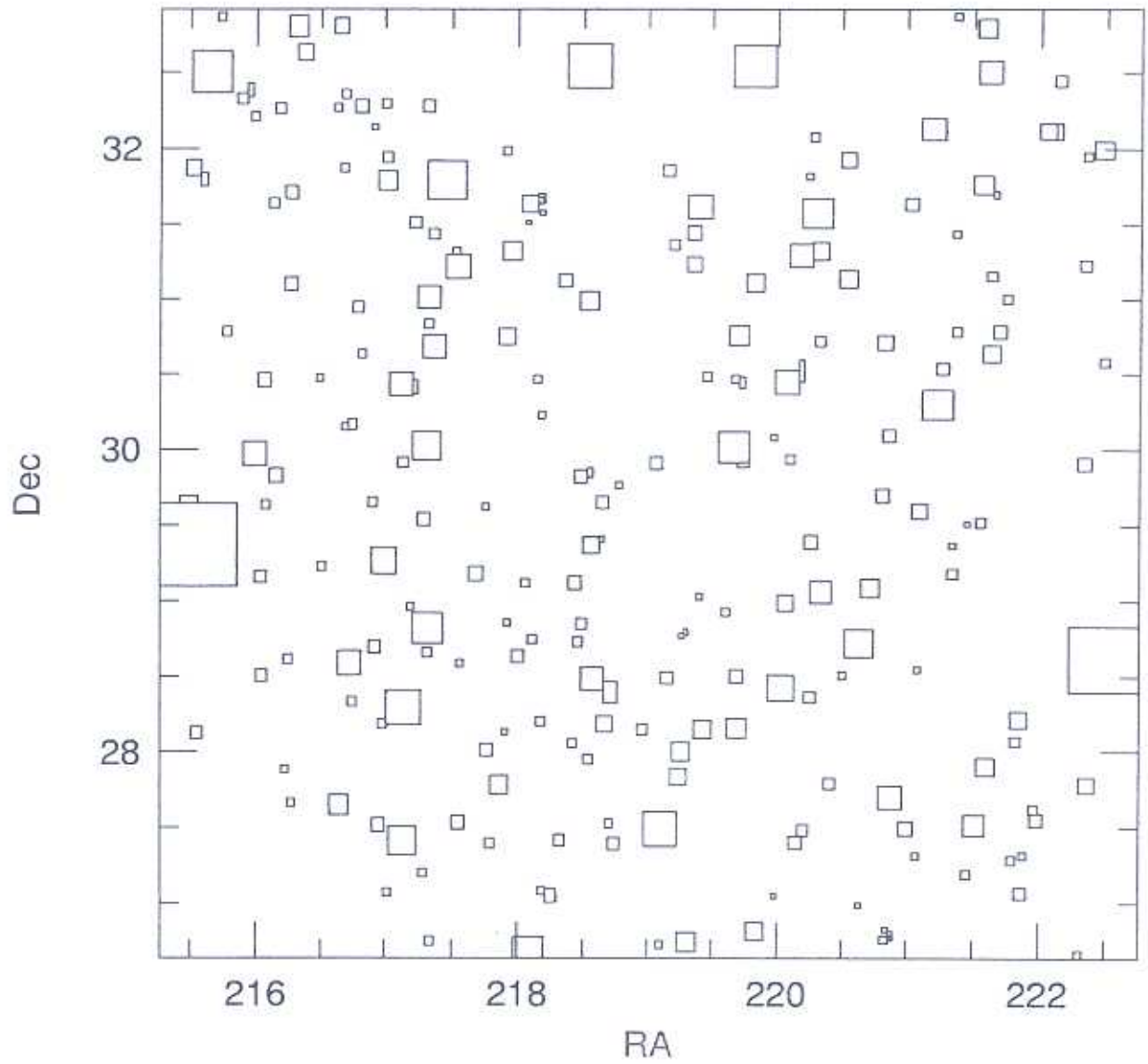


Fig. 1.— The areas masked in DPOSS Field 447 due to saturated objects. These areas are not used in cluster detection.

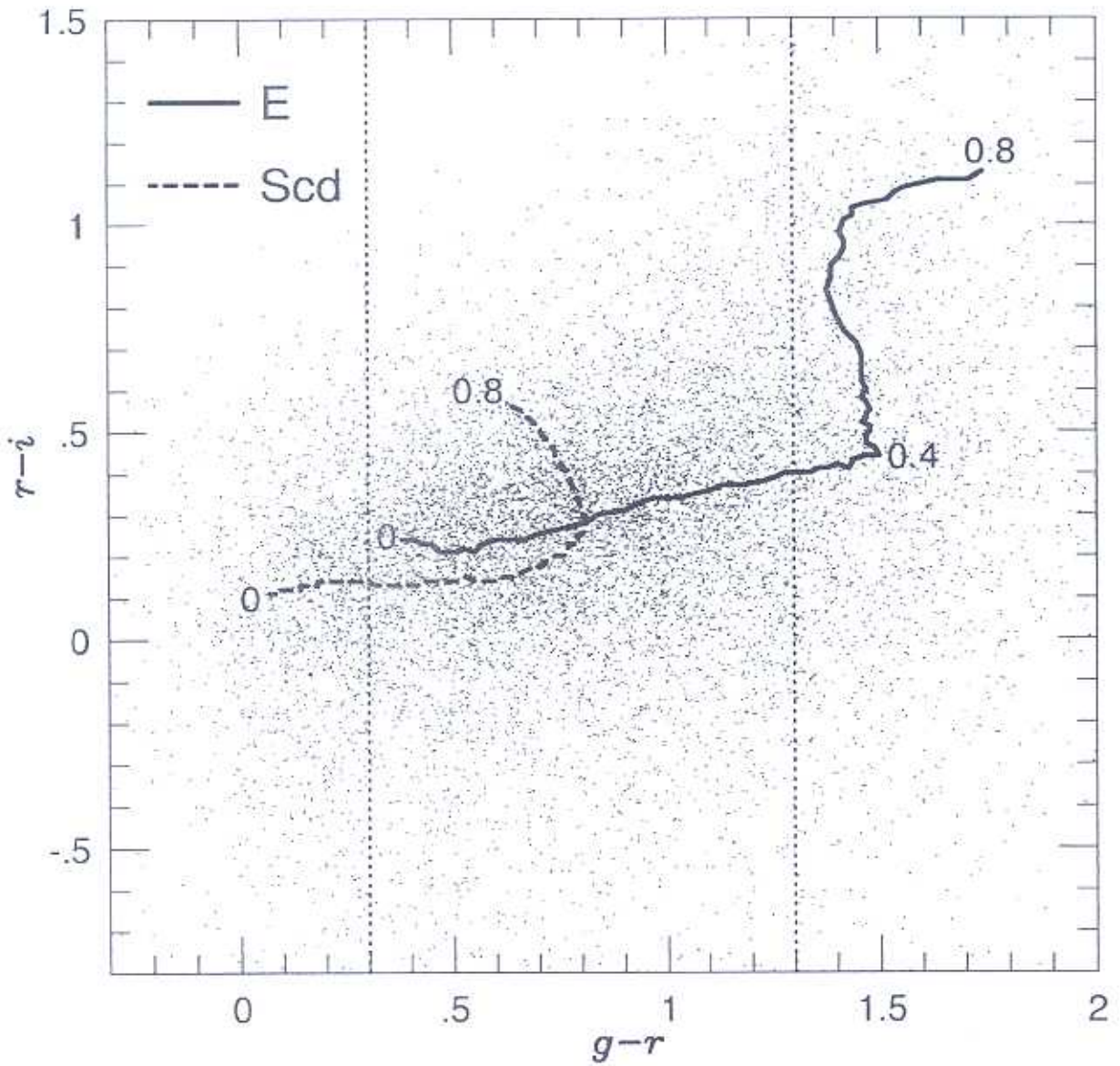


Fig. 2.— The $(g - r)$ vs. $(r - i)$ diagram for galaxies in Field 475. The k -correction curve for E galaxies is shown as the solid line, and for Scd galaxies as the dashed line, with some redshifts marked. The vertical dotted lines denote our color cuts, which enclose $\sim 70\%$ of the objects.

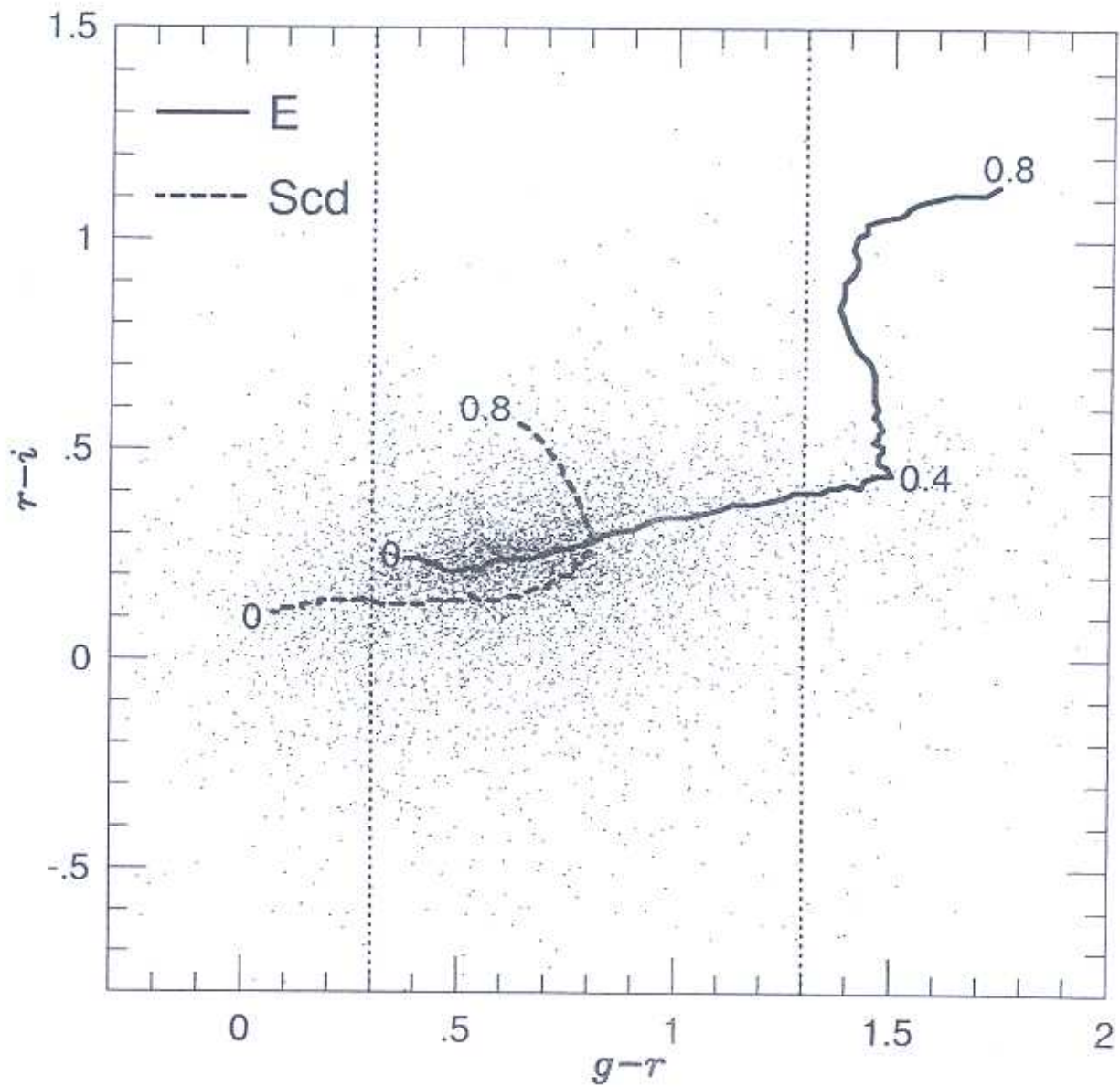


Fig. 3.— The $(g-r)$ vs. $(r-i)$ diagram for galaxies in Abell clusters observed at the Palomar 60" telescope. The k -correction tracks from Figure 2 are shown for comparison.

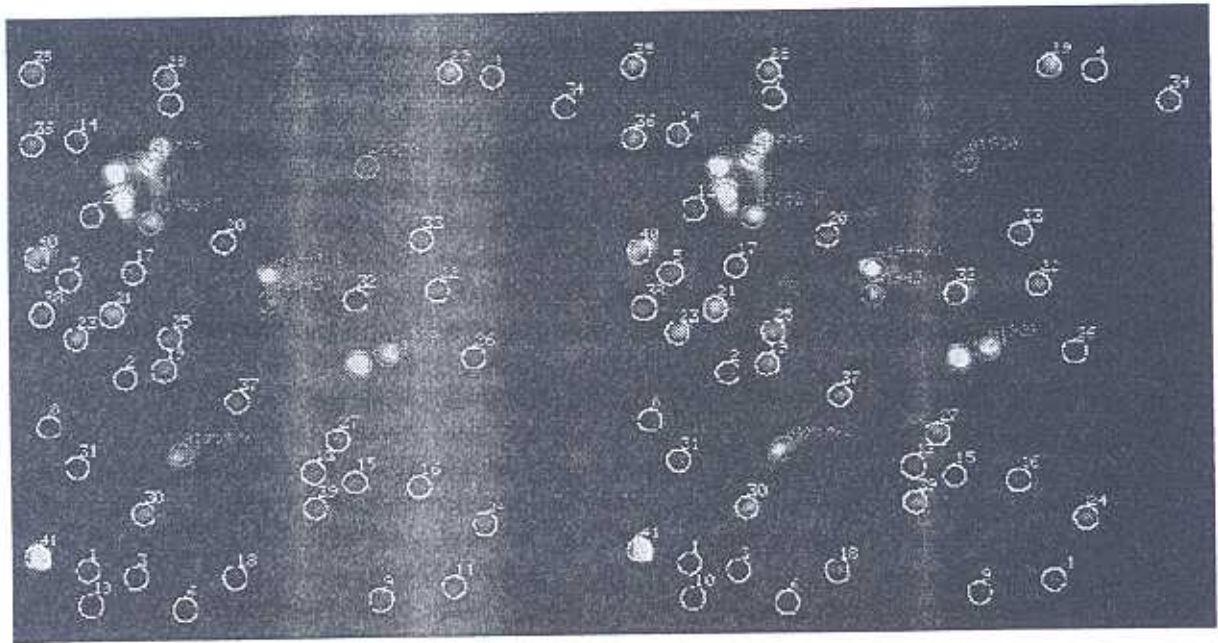


Fig. 4.— Density and significance maps for DPOSS Field 447. Abell clusters are marked in green, and new candidate clusters in white.

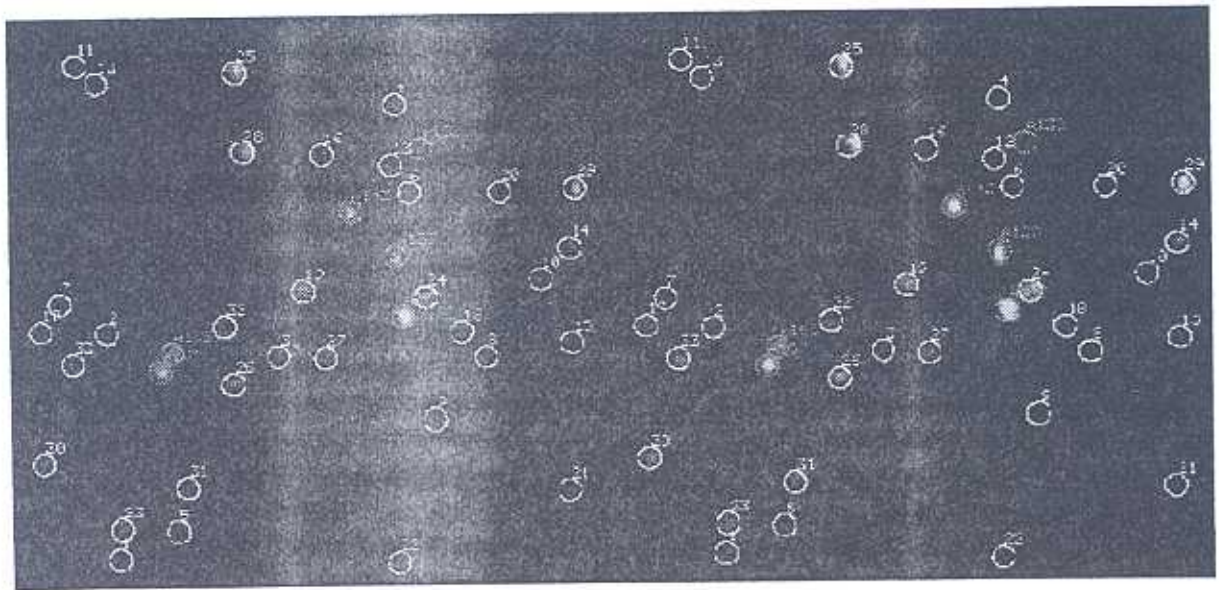


Fig. 5.— As Figure 4, but for Field 475.

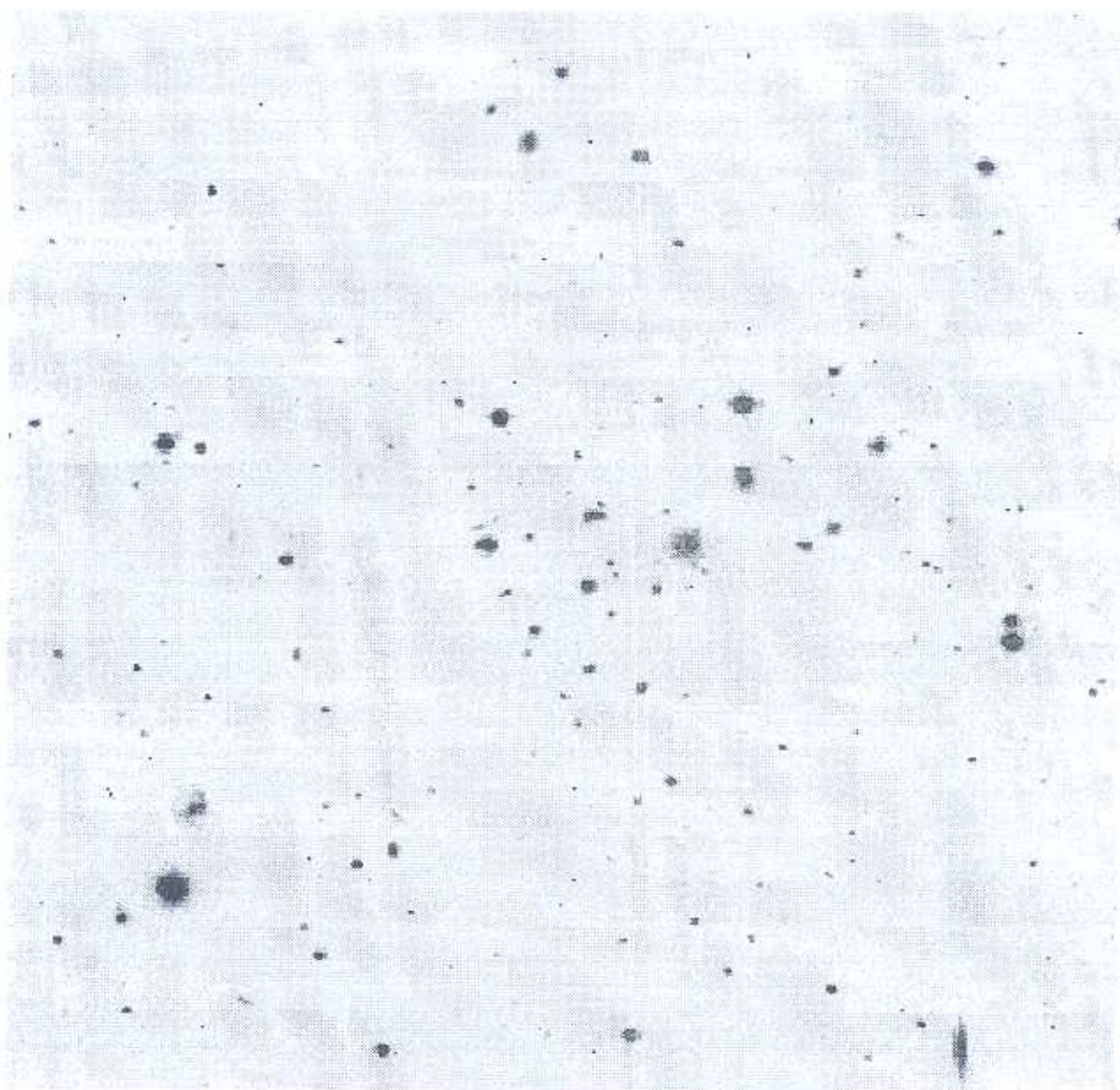


Fig. 6.— A relatively rich cluster, candidate 31 from Field 475, missed by Abell. The photometrically estimated redshift is $z = 0.193$.

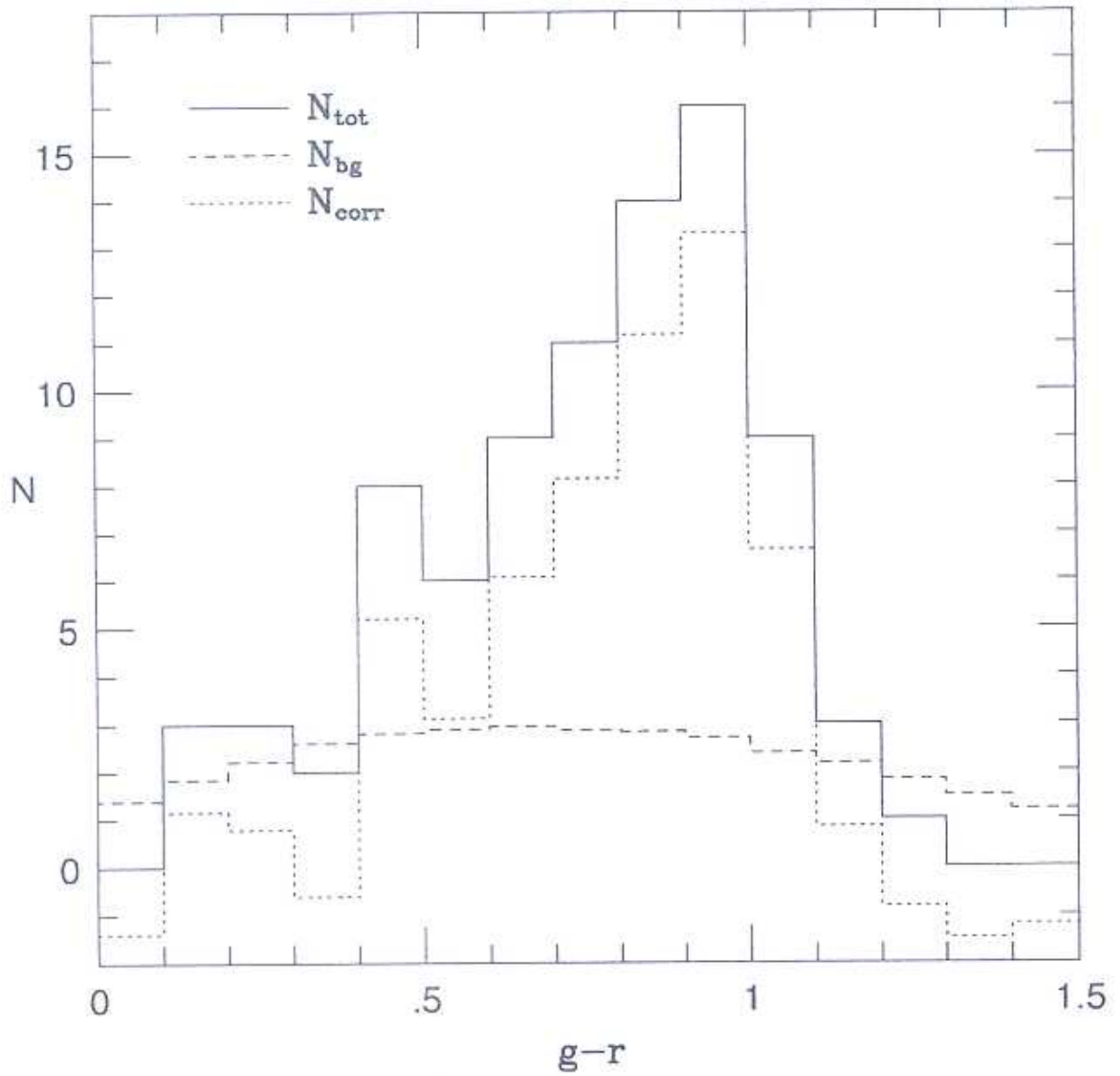


Fig. 7.— The color distribution of Abell 115. The solid line is the uncorrected N_{g-r} . The dashed line shows the background correction, $N_{bg,g-r}$, and the dotted line is the corrected counts, $N_{corr,g-r}$.

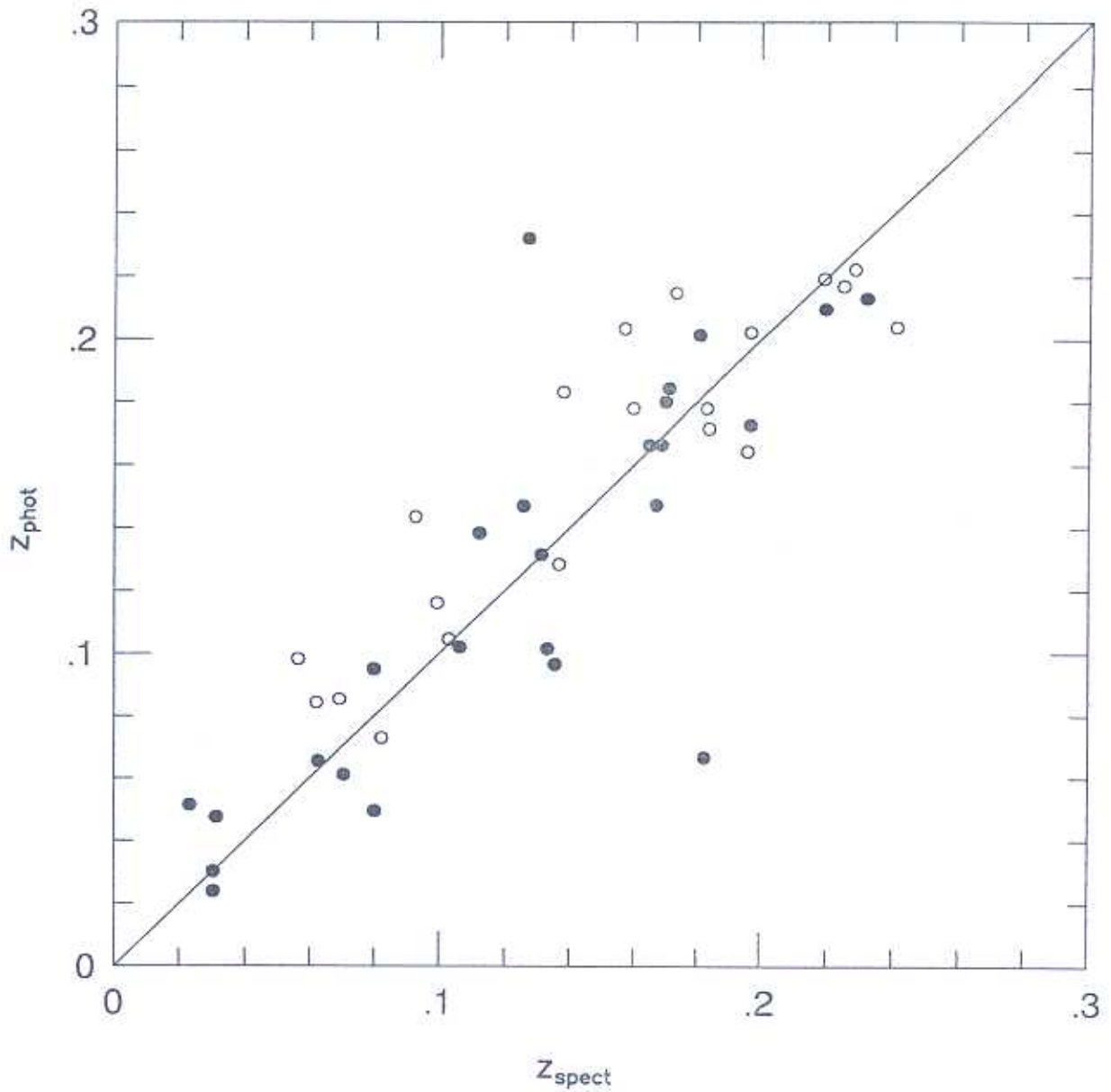


Fig. 8.— The photometrically estimated redshift against the spectroscopically measured redshift for all 46 clusters. Open circles show those clusters with only one galaxy with a spectroscopic redshift, and filled circles are clusters with two or more spectroscopic redshifts.

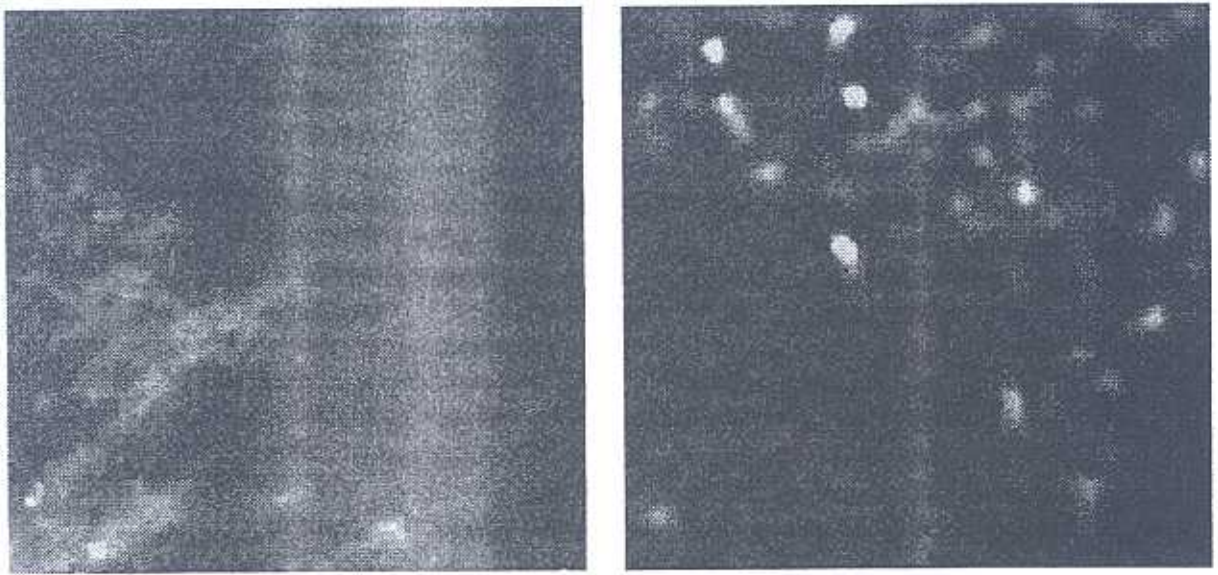


Fig. 9.— The 100μ IRAS map (left), and DPOSS galaxy density map (right), for Field 479. The strong correlation between high IR-flux and low observed galaxy density is evident.

Table 1. Candidate Galaxy Clusters, Field 447

Candidate	RA	Dec	z_{gr}	Abell
1	14 47 58.79	+28 46 52.3	0.072	-
2	14 26 40.79	+32 29 00.2	0.165	-
3	14 27 37.51	+29 27 53.3	0.131	-
4	14 29 18.62	+27 03 23.7	0.159	-
5	14 32 52.71	+31 32 24.9	0.137	1930
6	14 42 16.42	+29 45 02.9	0.158	-
7	14 43 15.92	+30 57 57.2	0.222	1958/7
8	14 35 40.52	+28 45 32.2	0.169	-
9	14 30 53.16	+28 06 58.1	0.175	-
10	14 45 57.85	+26 54 57.7	-	-
11	14 41 32.63	+26 51 57.0	0.139	-
12	14 48 28.16	+29 58 37.4	0.196	-
13	14 46 46.24	+29 44 22.6	0.120	-
14	14 29 41.16	+30 13 16.8	0.045	-
15	14 23 13.26	+32 07 38.8	0.128	-
16	14 37 34.65	+30 08 59.3	0.182	1943
17	14 26 40.88	+32 11 21.3	0.235	-
18	14 42 27.50	+32 14 15.3	0.185	-
19	14 46 19.15	+27 17 59.4	0.214	-
20	14 46 04.66	+31 01 30.4	0.240	-
21	14 28 50.50	+32 30 57.7	0.114	-
22	14 39 40.49	+30 46 10.5	0.125	-
23	14 45 07.61	+30 00 48.2	0.164	-
24	14 44 04.05	+30 26 23.3	0.234	-
25	14 46 55.01	+31 51 47.8	0.225	-
26	14 39 18.80	+27 11 57.9	0.077	-
27	14 46 44.26	+28 21 02.3	0.157	-
28	14 42 16.84	+29 21 41.0	0.207	-
29	14 27 47.32	+27 42 57.4	0.190	-
30	14 34 29.26	+28 38 40.2	0.162	-
31	14 49 12.93	+32 33 13.9	0.190	-
32	14 43 30.10	+31 30 49.5	0.142	-
33	14 39 17.81	+29 01 04.7	0.193	-
34	14 30 27.37	+30 44 40.1	0.167	-
35	14 42 34.57	+32 31 44.8	0.206	-
36	14 43 28.24	+27 52 27.0	0.237	-
37	14 49 03.04	+31 48 50.9	0.144	-
38	14 48 41.06	+30 35 45.2	0.138	-
39	14 35 45.34	+27 57 42.4	0.168	-
40	14 32 07.91	+29 32 57.9	0.229	1929
41	14 45 02.37	+31 29 49.5	0.194	1963
42	14 37 25.40	+30 23 50.4	0.119	1941/4
43	14 48 30.15	+27 24 09.5	0.204	-
44	14 42 57.74	+31 43 50.8	0.173	1956
45	14 44 36.71	+31 12 16.5	0.215	1961
46	14 33 29.08	+29 26 25.2	0.207	1934
47	14 41 48.43	+28 30 25.3	0.155	1954/2

Table 2. Candidate Galaxy Clusters, Field 475

Candidate	RA	Dec	z_{gr}	Abell
1	01 00 30.55	+24 37 35.8	0.113	-
2	01 13 07.97	+22 22 07.7	0.174	-
3	01 04 33.40	+24 36 51.8	0.208	-
4	01 21 01.38	+22 49 16.3	0.163	-
5	01 02 03.88	+25 00 16.3	0.205	-
6	00 59 39.76	+26 26 20.6	0.187	-
7	01 08 01.69	+27 25 40.8	0.186	-
8	01 19 38.48	+27 50 28.1	0.228	-
9	01 18 30.49	+27 36 37.5	0.209	-
10	01 03 59.18	+26 24 41.3	0.200	-
11	00 56 38.96	+23 11 38.7	—	-
12	00 56 21.59	+25 46 45.0	0.152	-
13	01 14 33.23	+22 47 31.9	0.161	-
14	01 02 53.71	+23 59 14.1	0.244	-
15	01 04 23.78	+27 23 29.2	0.248	-
16	01 03 16.15	+25 17 42.5	0.192	-
17	01 07 52.96	+26 50 41.9	0.221	-
18	01 15 58.15	+22 30 41.7	0.188	-
19	00 56 25.91	+24 46 28.3	0.183	-
20	01 20 40.92	+24 53 52.3	0.184	-
21	01 17 15.05	+22 50 32.2	0.157	-
22	01 04 37.05	+22 26 41.3	0.145	-
23	01 11 56.40	+27 44 35.6	0.165	-
24	01 08 46.71	+25 21 34.6	0.186	-
25	01 14 52.26	+24 43 03.9	0.176	163
26	01 14 06.07	+23 15 09.0	0.162	-
27	01 04 15.75	+25 04 51.7	0.200	136
28	01 15 23.60	+24 31 01.1	0.204	167
29	01 19 25.93	+24 32 54.5	0.192	-
30	01 06 41.84	+26 12 58.6	0.208	143
31	01 12 02.23	+24 23 38.5	0.193	-
32	01 20 50.21	+23 31 52.2	0.154	-
33	01 07 52.44	+24 38 15.6	0.220	-
34	01 04 34.41	+25 43 49.3	0.176	137
35	01 11 33.55	+26 52 55.0	0.169	-
36	00 56 01.31	+26 25 39.0	0.200	-
37	01 03 35.36	+26 52 21.7	0.142	132
38	01 12 31.22	+25 00 54.2	0.144	-

Capítulo 4

Detecção de Aglomerados a partir da Massa

4.1 Resumo

Neste capítulo apresentamos a primeira descoberta de um aglomerado de galáxias pelo efeito de lentes gravitacionais fracas em galáxias de fundo. A detecção por lentes gravitacionais fracas reflete o efeito do campo gravitacional (massa) do aglomerado, e proporciona um novo mecanismo de seleção de aglomerados, independente da radiação eletromagnética (luz) e da massa bariônica das estruturas. Confirmamos espectroscopicamente a existência deste aglomerado em $z = 0.276$ com uma dispersão de velocidades de 615 km s^{-1} através de desvios para o vermelho de 15 galáxias que pertencem a esta estrutura. Uma análise independente, baseada na relação entre distorção (*shear*) tangencial e desvio para o vermelho fotométrico resulta em $z = 0.30 \pm 0.08$. Esta excelente concordância com o valor determinado espectroscopicamente indica que a evolução da função de massa poderá ser determinada a partir de dados de imageamento em levantamentos CCD que selecionarão aglomerados a partir da deformação causada nas galáxias de fundo.

O trabalho apresentado neste capítulo foi publicado em Wittman *et al.* (2001).

4.2 Introdução

Os métodos tradicionais de detecção de aglomerados baseiam-se na emissão óptica de galáxias (ex: Abell, Corwin & Olowin 1989; Zaritsky *et al.* 1997) ou na emissão raios-X do gás quente do meio intragaláctico (ex: Boehringer *et al.* 2000). Aglomerados com baixa razão massa-luminosidade ou com mais massa bariônica podem estar super representados nestas amostras. Para que possam ser utilizados na determinação do grau de aglomeração de massa no Universo, aglomerados devem ser identificados por seu conteúdo de matéria.

O desenvolvimento de técnicas de lentes gravitacionais fracas fornece um novo mecanismo de seleção de aglomerados através da medida de *shear* das galáxias de fundo (Schneider 1996). Como a distorção é causada por todo o tipo de matéria, imagens profundas de grandes áreas revelarão padrões de distorção causados por todas as concentrações de massa independentemente de sua razão massa-luminosidade ou da fração bariônica. No entanto, nenhuma técnica é perfeita e a seleção baseada em *shear*, assim como a seleção óptica e a partir do efeito Sunyaev-Zel'dovich (Joy & Carlstrom 2001) serão mais sensíveis à efeitos de projeção do que a seleção baseada em raios-X. A comparação de amostras selecionadas por diferentes métodos será sempre instrutiva.

Até o momento duas concentrações "escuras" de massa, aparentemente sem relação com nenhum aglomerado previamente conhecido, foram reportadas (Erben *et al.* 2000; Umetsu & Futamase 2000). Devido a ausência de galáxias associadas à estas concentrações, nem o desvio para o vermelho nem a massa destas estruturas foram determinadas. O trabalho apresentado neste capítulo apresenta o primeiro aglomerado detectado através de *shear* e confirmado espectroscopicamente. Demonstramos também como técnicas de desvios para o vermelho fotométricos podem ser utilizadas na seleção de galáxias de fundo para a análise de lentes fracas, e que a concentração de massa encontra-se aproximadamente no mesmo desvio para o vermelho que o aglomerado de galáxias.

4.3 Imageamento e Detecção da Lente

Imagens $B_j VRI$ de um campo de "fundo" (sem aglomerados previamente conhecidos) foram obtidas com a *Big Throughput Camera* (BTC, Wittman *et al.* 1998) em noites fotométricas no telescópio Blanco de 4m do Observatório Interamericano de Cerro Tololo (CTIO). Detalhes referentes à redução de dados, construção de catálogos, e correções de *seeing* podem ser encontrados em Wittman *et al.* (2000). As imagens cobrem uma área final de $\sim 40' \times 40'$, com pixels de $0.43''$ e *seeing* de $1.3''$ FWHM após correções da *point spread function*. As imagens atingem limites de magnitudes (contagem máxima de objetos) em $B_j = 26.4^m$, $V = 26.1^m$, $R = 25.6^m$ e $I = 24.4^m$.

Selecionamos objetos com magnitudes entre $23 < R < 26$ e com cores $B_j - R < 1.5$ como galáxias azuis de fundo, e utilizamos o método de Fisher & Tyson (1997) na construção de um mapa de massa a partir das 31.000 galáxias assim definidas. Uma concentração de massa é evidente próxima ao canto sudoeste da imagem (Figura 1 do artigo). Gerando mapas a partir de *bootstrap* deste catálogo de galáxias determinamos que este pico é significativo em 4.5σ . Como esperado, a concentração de massa desaparece quando aplicamos dois "testes nulos": rotacionamos todas as galáxias de 45° ; e atribuímos aleatoriamente a forma de uma galáxia diferente a cada posição aonde originalmente tínhamos uma detecção.

Com o objetivo de verificar se a proximidade da borda do campo poderia causar algum viés no mapa de massa, simulamos um campo de mesmo tamanho populacionado de galáxias com posições e formas distribuídas randomicamente na imagem. Distorcemos a imagem como se houvesse a presença de um aglomerado de moderada dispersão de velocidades (800 km s^{-1}). Convolvimos e adicionamos ruído à imagem de modo comparável às observações, e catalogamos e selecionamos galáxias do mesmo modo que para a imagem real. Repetimos este procedimento 10 vezes variando a posição do aglomerado, e encontramos apenas pequenas variações ($< 10\%$) no pico de densidade, sendo que nas proximidades da borda a sensibilidade não aumenta, e sim diminui.

Após a detecção deste aglomerado no mapa de massa, retornamos às imagens B_j e R e construímos uma imagem em cores. Facilmente identificamos uma concentração de galáxias elípticas cujo centro encontra-se a cerca de $1'$ do pico de massa. Nada é encontrado nesta posição no arquivo ROSAT, e no arquivo NASA/IPAC de objetos extragalácticos (NED) apenas uma galáxia espiral aparentemente próxima encontra-se catalogada. Observações espectroscópicas deste candidato a aglomerado são de fundamental importância para melhor se entender sua natureza.

4.4 Espectroscopia

A partir da seleção de objetos amarelos/vermelhos na imagem em cores, construímos uma máscara contendo 26 objetos que acreditávamos pertencer ao aglomerado. A máscara foi utilizada com o espectrógrafo de baixa resolução (*Low Resolution Imaging Spectrograph*, Oke *et al.* 1995) no telescópio Keck. Desta observação concluímos que dois objetos são anãs vermelhas, seis são galáxias de fundo e uma galáxia encontra-se na frente do aglomerado. Dezesete galáxias são membros de um aglomerado em $z = 0.276$. Apesar de duas destas 17 galáxias encontrarem-se um pouco afastadas do pico de distribuição em desvios para o vermelho, tanto o método de *sigma-clipping* como o estimador *biweight* de Beers, Flynn & Gebhardt (1990) fornecem uma estimativa de dispersão de velocidades (em referencial próprio) de $\sigma_v = 615 \pm 150 \text{ km s}^{-1}$.

4.5 Desvio para o Vermelho e Massa da Lente Utilizando Desvios para o Vermelho Fotométricos

Determinado o desvio para o vermelho do aglomerado, precisamos apenas da distribuição de desvios para o vermelho dos objetos de fundo para estimarmos sua massa. No passado, a determinação desta distribuição mostrou-se difícil, porém utilizando desvios para o vermelho fotométricos podemos estimá-la com melhor precisão. Neste trabalho utilizamos medidas da distorção tangencial como função do desvio para o vermelho para estimar o desvio para o vermelho da lente de maneira independente da espectroscopia e demonstramos que a massa causadora da deformação observada nos objetos de fundo encontra-se aproximadamente no mesmo desvio para o vermelho do aglomerado.

Utilizamos o pacote de programas HyperZ (Bolzonella, Miralles & Pelló 2000) para determinar a função de densidade de probabilidade (PDF) de desvios para o vermelho para cada galáxia detectada nas 4 bandas. Multiplicamos esta função por outra PDF calculada a partir da magnitude aparente, assumindo uma função de luminosidade de Schechter (1976) com $M_{B_j}^* = -19.73^m$ e $\alpha = -1.28$ (Folkes *et al.* 1999) em todos os desvios para o vermelho. Assumimos ainda $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0.3$, e $\Omega_\Lambda = 0.7$. Esta última PDF é bastante larga, porém muito eficiente na exclusão de picos de probabilidade em altos desvios para o vermelho que frequentemente ocorrem na primeira PDF. Determinamos o desvio para o vermelho e seu erro estatístico a partir do produto destas duas funções. Os pontos científicos abordados a partir de então passaram a ser analisados a partir de um catálogo de 26.000 objetos com desvio para o vermelho fotométrico, dentre os quais 13.000 encontravam-se no catálogo inicial (definido a partir de $B_j - R$ e R). O desvio para o vermelho fotométrico mediano deste catálogo é 0.58.

Verificamos a precisão dos nossos desvios para o vermelho fotométricos utilizando 31 galáxias com medidas espectroscópicas nesta região. As galáxias encontram-se entre $0.23 < z_{spec} < 0.83$. Encontramos um pequeno viés $(z_{spec} - z_{phot})/(1 + z_{spec}) = -0.027$ e uma dispersão *rms* de apenas 0.059 nesta mesma quantidade. Uma detalhada descrição e análise da utilização de desvios para o vermelho fotométricos e de sua aplicação em grandes levantamentos de imagens encontra-se em preparação (Margoniner *et al.* 2001b).

A deformação (ou *shear*) na forma de uma dada galáxia depende de seu desvio para o vermelho, e de sua posição projetada com relação à lente (parâmetro de impacto). Como não estamos interessados em uma reconstrução detalhada da lente, utilizamos um modelo simples de esfera isotérmica (SIS) na determinação da dependência entre deformação e parâmetro de impacto. Esta relação independe do desvio para o vermelho, de modo que mesmo que a distribuição de

massa da lente não seja bem representada por uma SIS, a dependência entre deformação e desvio para o vermelho não deve ser afetada. Com o objetivo de testar esta hipótese, utilizamos também modelos do tipo NFW (Navarro, Frenk e White 1997). Apesar de nossos dados não permitirem a determinação de r_S (raio de escala), para um dado r_S (225 kpc, Bartelmann, King & Schneider 2001), os resultados são consistentes com a utilização do modelo de esfera isotérmica. Por simplicidade, optamos portanto pela utilização de SIS na determinação da dependência entre deformação tangencial e desvio para o vermelho. Para este modelo, a deformação tangencial γ_t causada numa fonte a uma distância r do aglomerado é $\gamma_t(r) = \Sigma(r)/\Sigma_{\text{crit}}$, onde $\Sigma(r)$ é a densidade de massa projetada, $\Sigma_{\text{crit}} = (c^2/4\pi G)(D_s/D_{ls}D_l)$, e D_s , D_l , e D_{ls} são as distâncias angulares de luminosidade respectivamente do observador à fonte, da lente à fonte, e do observador à lente. Como somente D_s e D_{ls} mudam com o desvio para o vermelho da fonte, a amplitude do ajuste de uma função do tipo r^{-1} (SIS) à deformação tangencial deve aumentar com D_s/D_{ls} .

A amplitude da deformação tangencial em 1 Mpc é consistente com o valor zero para $z_{\text{fot}} \leq 0.3$ e aumenta para $0.3 < z_{\text{fot}} < 1.3$. O limite superior de desvio para o vermelho foi estipulado de maneira a não extrapolarmos muito além do intervalo onde temos medidas espectroscópicas assegurando a validade de nossa técnica de determinação de desvios para o vermelho fotométricos. Exploramos as possibilidades de desvio para o vermelho da lente (z_l) a partir das medidas de *shear*, variando z_l entre 0.025 e 1.3 em passos de 0.025. Computando a probabilidade a partir de χ^2 em cada passo, construímos uma PDF e determinamos $z_l = 0.31$ e 0.30 a partir respectivamente da mediana e da moda da distribuição. O intervalo de confiança de 68% é $0.225 < z_l < 0.375$. O desvio para o vermelho da lente e do aglomerado, assim como suas posições projetadas no céu, são portanto coincidentes dentro dos erros. De modo que esta metodologia permite a estimativa do desvio para o vermelho de uma lente de massa a partir dos mesmos dados de imageamento (obtidos em pelo menos três bandas fotométricas) utilizados em sua descoberta, e poderá tornar-se um procedimento padrão nos levantamentos de seleção de aglomerados a partir de *shear*.

Finalmente estimamos a massa e a razão massa/luminosidade (M/L) do aglomerado. Utilizando ainda o modelo de esfera isotérmica, estimamos a massa projetada dentro de 250 kpc em $2.8 \pm 0.6 \times 10^{14} M_\odot$, assumindo $z_l = 0.276$. Para o intervalo de z_l consistente com a curva $\gamma_t(z_{\text{phot}})$, $M_{\text{proj}}(< 250 \text{ kpc})$ varia entre $1.8 - 3.7 \times 10^{14} M_\odot$. A dispersão de velocidades implica $M_{\text{proj}}(< 250 \text{ kpc}) = 0.7 \pm 0.3 \times 10^{14} M_\odot$ assumindo SIS. A discrepância pode ser devida à simplicidade do modelo de esfera isotérmica já que diferentemente do desvio para o vermelho, a estimativa da massa depende do modelo utilizado. Convertendo a luminosidade observada na banda I para luminosidade R no desvio para o vermelho do aglomerado utilizando o procedimento de Fisher & Tyson (1997), encontramos $M/L_R = (560 \pm 200)h$ para esta estrutura. Este valor é alto mas não excepcionalmente alto se comparado a outros aglomerados (Mellier 1999).

4.6 Discussão

Amostras de concentrações de massa (bariônica ou não) em um amplo intervalo de desvio para o vermelho serão extremamente importantes na determinação de parâmetros cosmológicos. Para isso é necessário que observações de lentes gravitacionais fracas sejam capazes de detectar estruturas num intervalo razoável da função de massa. Por exemplo, a determinação de Ω_m a partir da função de massa em altos desvios para o vermelho baseia-se até o momento somente em aglomerados de alta massa, que encontram-se na extremidade da distribuição de massa que pode não ser gaussiana. Levantamentos de lentes gravitacionais fracas podem detectar aglomerados de

massa significativamente menor. Diferentemente de detecções ópticas ou em raios-X, a distorção não diminui com o quadrado da distância, de modo que aglomerados de baixa massa podem ser detectados mesmo em alto desvio para o vermelho.

Apresentamos a descoberta de um modesto aglomerado de galáxias através da análise de lentes gravitacionais fracas de um campo de $40'$. A existência do aglomerado foi confirmada espectroscopicamente em $z = 0.276$, com uma dispersão de velocidades de 615 km s^{-1} . A variação da distorção tangencial com o desvio para o vermelho fotométrico indica que a lente encontra-se aproximadamente no mesmo desvio para o vermelho que o aglomerado. A técnica descrita possui portanto todos os ingredientes necessários para a construção de uma amostra de aglomerados baseada em suas massas, e deverá ser capaz de determinar a existência ou não de concentrações escuras de massa no Universo. O desvio para o vermelho destas estruturas (assim como suas massas, e um limite inferior na razão massa-luminosidade) poderá ser estimado através da análise da curva de *shear vs.* desvio para o vermelho.

Os resultados apresentados sugerem que a aplicação desta técnica em levantamentos profundos de imagens será capaz de reconstruir mapas de massa em três dimensões (Tyson 1995, 2000) sobre um grande volume cosmológico. Levantamentos de lentes gravitacionais fracas em andamento (como o *Deep Lens Survey*, e DESCART) deverão descobrir amostras significativas de aglomerados (Kruse & Schneider 1999) e começarão a vincular Ω_m e Ω_Λ através da evolução da função de massa.

Discovery of a Galaxy Cluster via Weak Lensing

D. Wittman, J. A. Tyson, V. E. Margoniner
Bell Laboratories, Lucent Technologies, Murray Hill, NJ 07974
wittman,tyson,vem@physics.bell-labs.com

J. G. Cohen
Astronomy Department, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91125
jlc@astro.caltech.edu

I. P. Dell'Antonio
Physics Department, Brown University, Providence, RI 02912
ian@het.brown.edu

ABSTRACT

We report the discovery of a cluster of galaxies via its weak gravitational lensing effect on background galaxies, the first spectroscopically confirmed cluster to be discovered through its gravitational effects rather than by its electromagnetic radiation. This fundamentally different selection mechanism promises to yield mass-selected, rather than baryon or photon-selected, samples of these important cosmological probes. We have confirmed this cluster with spectroscopic redshifts of fifteen members at $z=0.276$, with a velocity dispersion of 615 km s^{-1} . We use the tangential shear as a function of source photometric redshift to estimate the lens redshift independently and find $z_l = 0.30 \pm 0.08$. The good agreement with the spectroscopy indicates that the redshift evolution of the mass function may be measurable from the imaging data alone in shear-selected surveys.

Subject headings: gravitational lensing—galaxies: clusters: general

1. Introduction

Clusters of galaxies are essential tools for developing our understanding of structure formation and for probing cosmological parameters. In particular, the redshift evolution of the cluster mass function is a sensitive diagnostic of Ω_m , sufficiently sensitive that the existence of even one or two massive clusters at $z \sim 0.8$ favors a low-density universe (Donahue *et al.* 1998, Ebeling *et al.* 2000). This argument assumes Gaussianity in the primordial fluctuations; clusters are equally useful at constraining primordial non-Gaussianity given an independent measure of Ω_m (Robinson, Gawiser & Silk 1999). Precise estimates of either quantity will require large, unbiased samples of clusters

at a range of redshifts. Locally, unbiased samples are crucial for measuring σ_8 and for estimates of Ω_m that rely on the fair sample hypothesis, i.e. that the composition of clusters in terms of baryon fraction or mass-to-light ratio is representative of the rest of the universe (Evrard 1997, Carlberg *et al.* 1996). Finally, the evolution of the numbers of cluster-sized masses as a function of redshift constrains the cosmological constant and the dark energy equation of state (Tegmark 2001).

If clusters are to serve as measures of the clumping of mass, we must identify them directly from observations of the mass distribution. This is difficult, however, because the vast majority of their matter is dark. The traditional methods of discovering clusters rely on optical emission from galaxies (*e.g.* Abell, Corwin & Olowin 1989; Zaritsky, *et al.* 1997) or X-ray emission from a hot intracluster plasma (*e.g.* Boehringer *et al.* 2000). Clusters with a lower mass-to-light ratio or more baryons may well be overrepresented in these samples. Radiation from baryons is a complicated proxy for mass, and hydrodynamic baryon-CDM models have been proposed to study bias in clusters (Blanton *et al.* 1999).

The development of weak gravitational lensing techniques (see Mellier 1999 and Bartelmann & Schneider 2001 for reviews) suggests a different approach: shear selection (Schneider 1996). Because all types of matter participate in lensing, deep, wide-field imaging will reveal in its shear pattern all mass concentrations regardless of mass-to-light ratio or baryon fraction. Of course, no single technique will be completely unbiased. For example, shear selection, like optical selection and the Sunyaev-Zel'dovich effect (Joy & Carlstrom 2001), will tend to be more sensitive to line-of-sight superpositions of unrelated structures, to which X-ray selection, with its dependence on the square of the density, is less vulnerable. With X-ray and (until now) shear selection, optical followup is still necessary to provide a redshift. Comparison of differently selected samples will always be necessary. Still, the baryon and photon independence provided by shear selection are powerful features which may produce surprising new samples.

Two “dark” mass concentrations, found through weak lensing analyses of apparently unrelated previously known clusters, have been reported (Erben *et al.* 2000; Umetsu & Futamase 2000). Due to the absence of associated galaxies, the redshift and therefore masses of those clumps remain unknown. We report here the first spectroscopically confirmed shear-selected cluster. We also introduce photometric redshift techniques into the selection of sources for the weak lensing analysis. The recent development of these techniques (see Connolly *et al.* 1995; Hogg *et al.* 1998) greatly improves the promise of shear selection, as source galaxies may be divided into redshift bins to tune the sensitivity to lensing mass concentrations through a series of lens redshifts (mass tomography). In this paper, we use photometric redshifts to demonstrate that the shear-selected mass concentration is at roughly the same redshift as the cluster galaxies. This has always been an assumption in lensing analyses of clusters, but this measurement implies that mass tomography is feasible.

2. Imaging Observations and Lensing Detection

We took B_jVRI images of a “blank” field (containing no known cluster) centered at 23:47:46 +00:57:42 (J2000) using the Big Throughput Camera (BTC, Wittman *et al.* 1998) in photometric conditions at the Blanco 4-m telescope of Cerro Tololo Inter-American Observatory in 1997 and 1998. Details of the data reduction, galaxy catalogs and seeing correction may be found in Wittman *et al.* (2000, W00); here we give only the basic parameters. The final images are roughly $40'$ square with $0.43''$ sampling and $1.3''$ FWHM after point-spread function corrections, with object counts peaking at $B_j = 26.4$, $V = 26.1$, $R = 25.6$, and $I = 24.4$ (isophotal magnitudes). In the final catalog, each object’s shape is a weighted mean of the shapes measured in the different filters, as described in W00.

In addition to the W00 magnitude cut of $23 < R < 26$, we imposed a color cut of $B_j - R < 1.5$ to emphasize blue field galaxies at higher redshift, a tactic often used in weak lensing analyses of known clusters (Tyson, Wenk & Valdes 1990). Using the method of Fischer & Tyson (1997), we constructed a mass map from the remaining 31,000 galaxies (Figure 1). A mass concentration stands out near the southwest corner; its peak is significant at the 4.5σ level, based on mass maps of bootstrap resampled catalogs. The mass concentration disappeared, as it should, under two null tests: rotating each galaxy in the catalog by 45° , and assigning the shape of a random different galaxy to each galaxy position. To check for any bias caused by proximity to the field edge, we simulated a field of the same size and plate scale filled with random galaxies, distorted the image as if lensed by a cluster of moderate (800 km s^{-1}) velocity dispersion, convolved and added noise to match the seeing and noise of the observations, cataloged, selected sources, and made mass maps as for the observations. Repeating this for a series of ten center-to-corner cluster positions, we found that the bias was small ($< 10\%$ in peak density) and in the sense of reducing, not enhancing, our sensitivity to mass concentrations near the corner.

We then made a color composite image from the B_j and R images. A concentration of reddish elliptical galaxies appears near the position of the density peak (23:46:23.85 +00:45:00.8 for the brightest cluster galaxy versus 23:46:24.0 +00:43:58.8 for the density peak, a displacement of just over $1'$). Nothing appears at that position in the ROSAT database, and the NASA/IPAC Extragalactic Database contains only one object in the area, a large spiral which appears to be a foreground field galaxy. We concluded that this candidate cluster was worthy of spectroscopic followup.

3. Spectroscopic Followup

We designed a single slitmask containing 26 objects believed to be cluster members, selected by avoiding blue objects and choosing suitably bright yellow/red galaxies in the color composite image in the area around the putative cluster. This slitmask was used with the Low Resolution Imaging Spectrograph (Oke *et al.* 1995) on the Keck Telescope on the night of Nov. 23, 2000. A

single 1200 sec exposure with the 300 l/mm grating was obtained; the spectral resolution was 10 Å with a 1 arc-sec wide slit, and the region from 4000 to 8000 Å was covered for each object. Two of the objects proved to be Galactic M dwarfs, while 17 are members or near outliers of a cluster at $z=0.276$. One is a foreground galaxy, and six are background galaxies. We assume an instrumental contribution to the velocity dispersion of 100 km/sec in the rest frame. While there are two outliers among the 17 possible cluster members, both sigma-clipping and the biweight estimator of Beers, Flynn & Gebhardt (1990) yield a velocity dispersion estimate (in the rest frame) of $\sigma_v = 615 \pm 150 \text{ km s}^{-1}$.

4. Lens Redshift and Mass Estimates Using Photometric Redshifts

With the cluster redshift in hand, we need only the redshift distribution of the lensed sources to derive the cluster mass from the shear. In the past it has been difficult enough to estimate the mean of this distribution, but photometric redshifts can provide a detailed distribution, in principle even an appropriate weight for each source galaxy. In this paper, we use tangential shear as a function of source photometric redshift to estimate the lens redshift z_l in a way independent of the spectroscopy. We demonstrate that the mass causing the shear signal is at roughly the same redshift as the cluster.

For each galaxy observed in all four filters, we used the HyperZ package (Bolzonella, Miralles & Pelló 2000) to compute a redshift probability density function (PDF). We multiplied this by another PDF computed from the galaxy's apparent magnitude, assuming that a Schechter (1976) luminosity function with $M_{B_j}^* = -19.73$ and $\alpha = -1.28$ (Folkes *et al.* 1999) holds at each redshift (we assume $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0.3$, and $\Omega_\Lambda = 0.7$ throughout). The latter PDF is quite broad, but serves a valuable purpose by suppressing high-redshift peaks which often appear in the former PDF. The first and second moments of the final PDF product provide the estimated redshift and its statistical error. Henceforth, we use a catalog of 26,000 galaxies which is defined not by the magnitude and color cuts that went into Figure 1, but by the requirement of detection in each of four filters leading to a photometric redshift. Of these 26,000 galaxies, 13,000 were also in the initial catalog. The median z_{phot} in this catalog is 0.58.

We verified the accuracy of the photometric redshifts by comparison with spectroscopic redshifts of 31 galaxies in the range $0.23 < z_{\text{spec}} < 0.83$. This sample was composed of 19 galaxies with redshifts described in Section 3 (the ones detected in all four filters), plus another 12 galaxies ($0.24 < z < 0.83$) in a different region of the 40' field, kindly provided by R. Guhathakurta. We find little bias, with $(z_{\text{spec}} - z_{\text{phot}})/(1 + z_{\text{spec}}) = -0.027$ on average, and an rms of only 0.059 in the same quantity. A detailed analysis of this photometric redshift method and its application to larger datasets is in preparation (Margoniner *et al.* 2001).

Before examining the dependence of the shear on source redshift, we must first account for the equally large dependence on projected position relative to the lens. We are not interested in a

detailed reconstruction of the lens; rather, for a given z_{phot} we would like to collapse information from all sources at a wide range of projected radii into a single number characterizing the lensing signal at that source redshift. Hence at a given z_{phot} we fit a very simple model, a singular isothermal sphere (SIS), to the radial dependence of the tangential shear (centered on the peak in the mass map), and use the fitted amplitude and its uncertainty. The assumption of a particular profile should not introduce any bias as a function of z_{phot} . To test this, we also considered NFW (Navarro, Frenk & White 1997) profiles. Although our data cannot constrain the scale radius r_s , for fixed r_s (225 kpc, Bartelmann, King & Schneider 2001), the results do not change significantly from the SIS case. We therefore choose the SIS for simplicity. For an SIS, the tangential shear $\gamma_t(r) = \Sigma(r)/\Sigma_{\text{crit}}$, where $\Sigma(r) \sim r^{-1}$ is the projected mass density, $\Sigma_{\text{crit}} = (c^2/4\pi G)(D_s/D_{ls}D_l)$ is the critical density, and D_s , D_{ls} , and D_l are the angular diameter distances from observer to source, lens to source, and observer to lens, respectively. Since only D_s and D_{ls} are changing with source redshift, the amplitude of an r^{-1} fit to the tangential shear should grow with the distance ratio D_s/D_{ls} .

Figure 2 shows the fitted tangential shear (at a fiducial radius of 1 Mpc) as a function of z_{phot} . It is consistent with zero for $z_{\text{phot}} \leq 0.3$ and increases monotonically for $0.3 < z_{\text{phot}} < 1.3$ (the upper limit is to avoid extrapolating too far beyond the range of spectroscopic verification of z_{phot}). The dotted line illustrates the shear expected from a lens at $z_l = 0.276$, with Σ fit to the points. This is a good fit ($\chi^2_{\nu} \sim 1$). We explore the range of z_l allowed by the shear data by stepping z_l through the range $0.025 \leq z_l \leq 1.3$ in steps of 0.025, and refitting at each step. The probabilities corresponding to χ^2 at each step are plotted in Figure 3. The median and mode of this distribution are at $z_l = 0.31$ and 0.30 respectively, with a 68% confidence interval $0.225 < z_l < 0.375$ (these numbers change by less than 0.01 when an NFW profile is used). The fit for $z_l = 0.3$ is also shown in Figure 2 (dashed line). Thus the lens roughly coincides with the cluster of galaxies in redshift as well as in right ascension and declination. This method can be used to estimate the redshift of any newly discovered lensing mass from the lensing data alone. Such a procedure may well become a standard part of shear-selected cluster surveys.

Finally, we estimate the mass and mass-to-light (M/L) ratio using the best-fit projected mass. Still assuming an isothermal sphere, the projected mass inside of 250 kpc (where it is convenient to measure the light) is $2.8 \pm 0.6 \times 10^{14} M_{\odot}$, assuming $z_l = 0.276$. For the range of z_l allowed by the $\gamma_t(z_{\text{phot}})$ curve, $M_{\text{proj}}(< 250 \text{ kpc})$ ranges from $1.8 - 3.7 \times 10^{14} M_{\odot}$. The velocity dispersion implies $M_{\text{proj}}(< 250 \text{ kpc}) = 0.7 \pm 0.3 \times 10^{14} M_{\odot}$ under the SIS assumption. The discrepancy may be due to the SIS assumption: Unlike the redshift estimate, the mass estimate is sensitive to the profile assumed. Converting from observed I band to rest-frame R using the approach of Fischer & Tyson (1997), we find $M/L_R = (560 \pm 200)h$ in this region. Compared to other clusters (Mellier 1999), this is high but not exceptional.

5. Discussion

Baryon-unbiased samples of mass concentrations over a wide range of redshift will be of critical importance in constraining cosmological parameters. To realize the potential of this technique, weak lensing observations must have the sensitivity to discover clusters over a broad part of the cluster mass function. For example, constraints on Ω_m from the mass function at high redshift currently involve only a few very massive clusters, and such extreme clusters lie far out on the tail of the mass distribution, which may not be Gaussian. Weak lensing surveys can probe clusters an order of magnitude less massive. Unlike X-ray and optical selection, a shear signal does not diminish as the square of the luminosity distance, so that low-mass clusters should be detectable even at high redshift as long as the photometric redshifts are accurate in eliminating foreground sources.

We have demonstrated the serendipitous discovery, with high signal-to-noise, of a rather modest cluster via a weak lensing analysis of a single 40' field. The cluster was spectroscopically confirmed at $z = 0.276$, with a velocity dispersion of 615 km sec^{-1} . The tangential shear follows source (photometric) redshift in a manner which requires the lens to lie at or near the cluster redshift. Thus, all the ingredients are in place for a truly shear-selected sample of clusters, in which any putative mass clump can be confirmed, and its redshift estimated, from the multi-color imaging data alone. This technique is also capable of answering the question of the existence of any truly dark clumps. The redshift (and therefore mass, and mass-to-light ratio lower limit) of any such clumps can only be derived from the shear versus source redshift curve.

This further suggests that the promise of three-dimensional mass tomography (Tyson 1995, 2000) over cosmologically significant volumes can be realized in wide-field deep imaging surveys. Note that such a cluster is not unexpected in the volume probed by this data (Rahman & Shandarin 2001). Ongoing cosmic shear surveys covering tens of square degrees (*e.g.* the Deep Lens Survey¹, DESCART²) should discover significant samples of shear-selected clusters (Kruse & Schneider 1999) and begin to constrain Ω_m and dark energy through the redshift evolution of the cluster mass function.

We thank P. Guhathakurta for providing spectroscopic redshifts outside the cluster, and the CTIO staff for their help with the BTC project and for their upgrading and maintenance of the delivered image quality of the Blanco telescope. Cerro Tololo Inter-American Observatory is a division of National Optical Astronomy Observatory (NOAO), which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation. BTC construction was partially funded by the NSF.

¹<http://dls.bell-labs.com>

²<http://terapix.iap.fr/Descart>

REFERENCES

- Abell G.O., Corwin H.G. & Olowin R.P. 1989, *ApJS*, 70, 1.
- Bartelmann, M., King, L. & Schneider, P. 2001, *astro-ph/0103465*, submitted.
- Bartelmann, M. & Schneider, P. 2001, *Phys. Rep.*, in press, *astro-ph/9912508*
- Beers, T. C., Flynn, K. & Gebhardt, K. 1990, *AJ*, 100, 32
- Blanton, M., Cen, R., Ostriker, J. P., & Strauss, M. A., 1999, *ApJ*, 522, 590.
- Boehringer, H. *et al.* 2000, *A & A*, submitted, *astro-ph/0012266*.
- Bolzonella, M., Miralles, J.-M., & Pelló, R. 2000, *A&A*, 363, 476
- Carlberg, R. G., Yee, H. K. C., Ellingson, E., Abraham, R., Gravel, P., Morris, S., & Pritchet, C. J., 1996, *ApJ*, 462, 32.
- Connolly, A., *et al.* 1995, *AJ*, 110, 2655.
- Donahue, M., Voit, G. M., Gioia, I., Lupino, G., Hughes, J. P. & Stocke, J. T. 1998, *ApJ*, 502, 550
- Ebeling, H., Jones, L.R., Fairley, B.W, Perlman, E., Scharf, C. & Horner, D. 2000, *ApJL*, accepted, *astro-ph/0012175*
- Erben, T., van Waerbeke, L., Mellier, Y., Schneider, P., Cuillandre, J.-C., Castander, F.J. & Dantel-Fort, M. 2000, *A&A* 355,23
- Evrard, A. E. 1997, *MNRAS*, 292, 289.
- Fischer, P. & Tyson, J. A. 1997, *AJ*, 114, 14
- Folkes, S. *et al.* 1999, *MNRAS*, 308, 459
- Hogg, D., *et al.* 1998, *AJ*, 115, 1418
- Joy, M. & Carlstrom, J. 2001, *Science*, 291, 1715
- Kruse, G. & Schneider, P. 1999, *MNRAS*, 302, 821
- Margoniner, V. E. *et al.* 2001, in preparation
- Mellier, Y. 1999, *ARAA* 37, 127
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1997, *ApJ*, 490, 493
- Oke, J. B., Cohen, J. G., Carr, M., Cromer, J., Dingizian, A., Harris, F. H., Labrecque, S., Lucinio, R., Schaal, W., Epps, H., & Miller, J. 1995, *PASP*, 107, 307

- Rahman, N. & Shandarin, S. 2001, ApJ550, L121
- Robinson, J., Gawiser, E. & Silk, J. 2000, ApJ, 532, 1
- Schechter, P. 1976, ApJ, 203, 297
- Schneider, P. 1996, MNRAS, 283, 837
- Tegmark, M. 2001. Phys. Rev. D (in press); astro-ph/0101354
- Tyson, J. A., Wenk, R. A. & Valdes, F. 1990, ApJ, 341, L1
- Tyson, J. A. 1995, in *Dark Matter*, AIP Cong. Proc. 336, eds. S. Holt & C. Bennett (AIP Press 1995), p287
- Tyson, J. A. 2000, Phys. Scripta, T85, 259
- Umetsu, K. & Futamase, T. 2000, ApJ, 539, L5
- Wittman, D., Tyson, J. A., Bernstein, G. M., Lee, R. W., Dell'Antonio, I. P., Fischer, P., Smith, D. R. & Blouke, M. M. 1998, *Proc. SPIE* 3355, 626
- Wittman, D., Tyson, J. A., Kirkman, D., Dell'Antonio, I. & Bernstein, G., 2000, *Nature*, 405, 143
- Zaritsky, D., Nelson, A. E., Dalcanton, J. J., & Gonzalez, A. H., 1997, ApJ, 480, L91

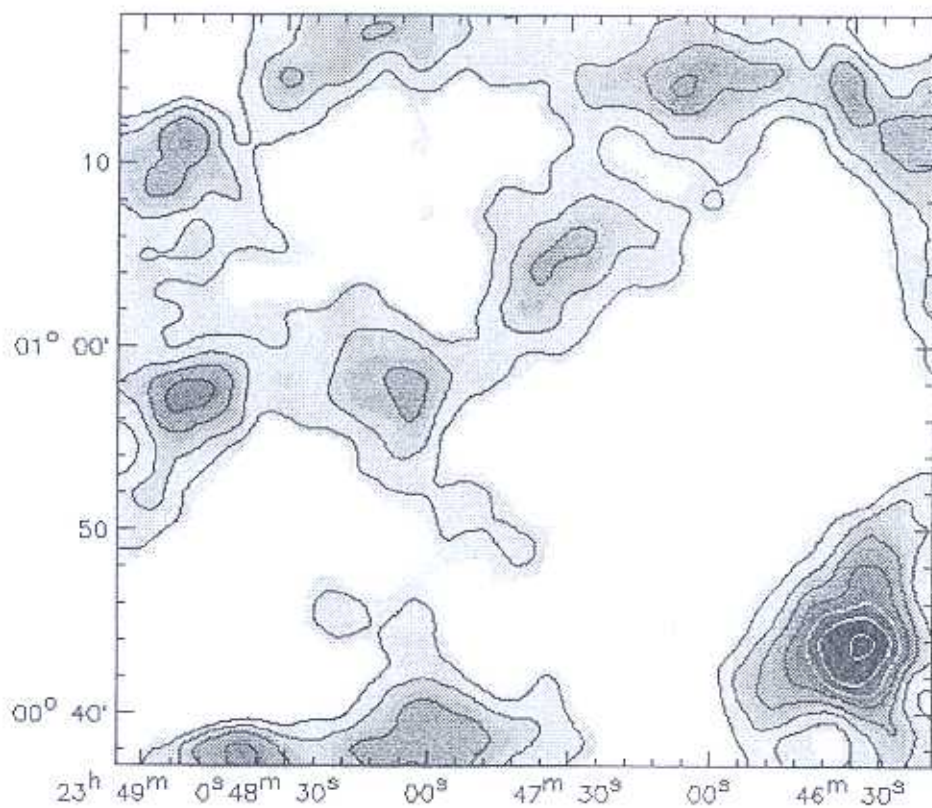


Fig. 1.— Projected mass map, smoothed on a $2'$ scale, of the $40'$ field. Higher-density regions are shown darker. Contours are equally spaced in arbitrary units (but linear in projected mass density); negative contours are omitted for clarity. One peak, at lower right, stands out at twice the density of any other peak (4.5σ). This mass overdensity corresponds to a small cluster of galaxies spectroscopically confirmed at $z=0.276$. The width of this field at that redshift is 13 Mpc. North is up and east is to the left.

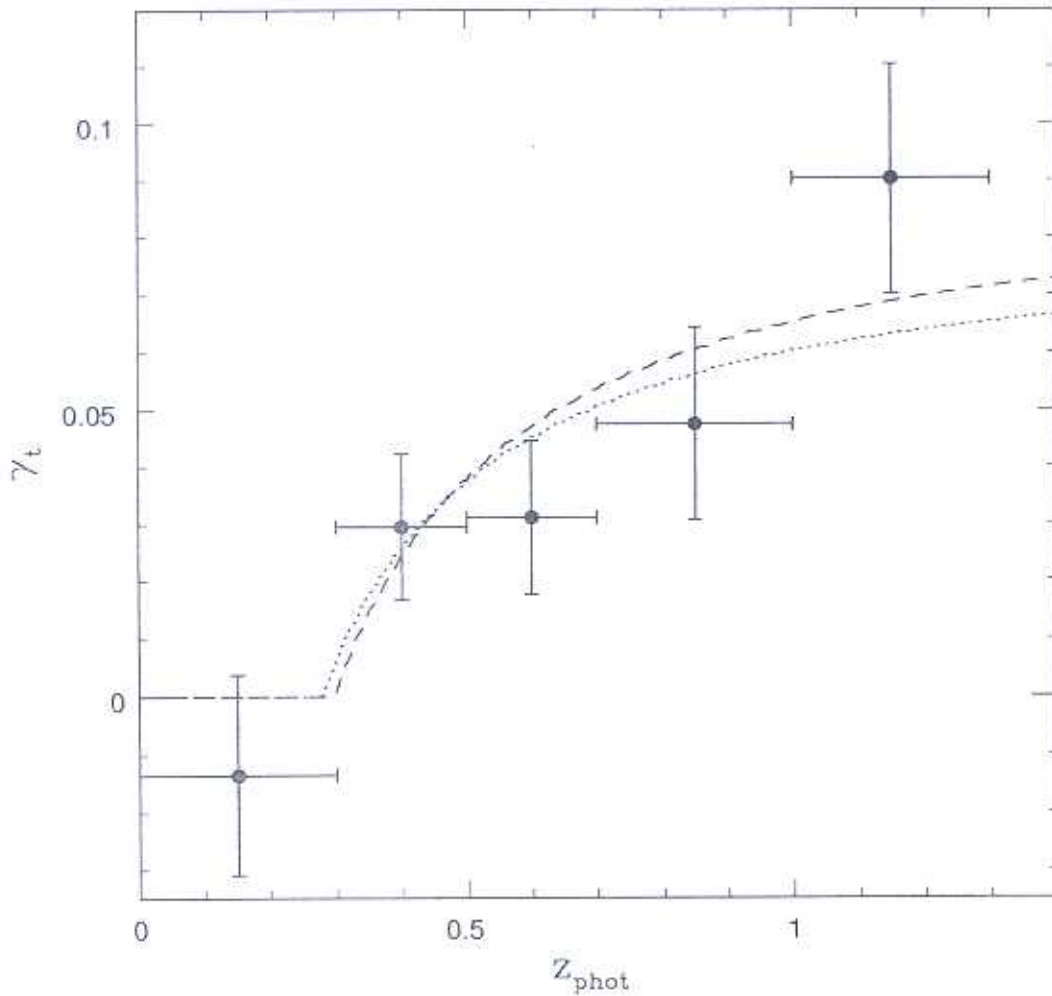


Fig. 2.— Measured shear as a function of source photometric redshift (points). Each point represents the amplitude of a best-fit isothermal shear profile at a fiducial radius of 1 Mpc, with vertical error bars indicating the uncertainty in the fit. The dotted and dashed lines represent the shear expected from lenses at $z = 0.276$ and $z = 0.30$, the spectroscopic and shear-derived redshifts respectively (the different amplitudes reflect slightly different best-fit masses). The horizontal error bars represent the nominal widths of the bins only; the effect of scatter in the photometric redshifts is neglected.

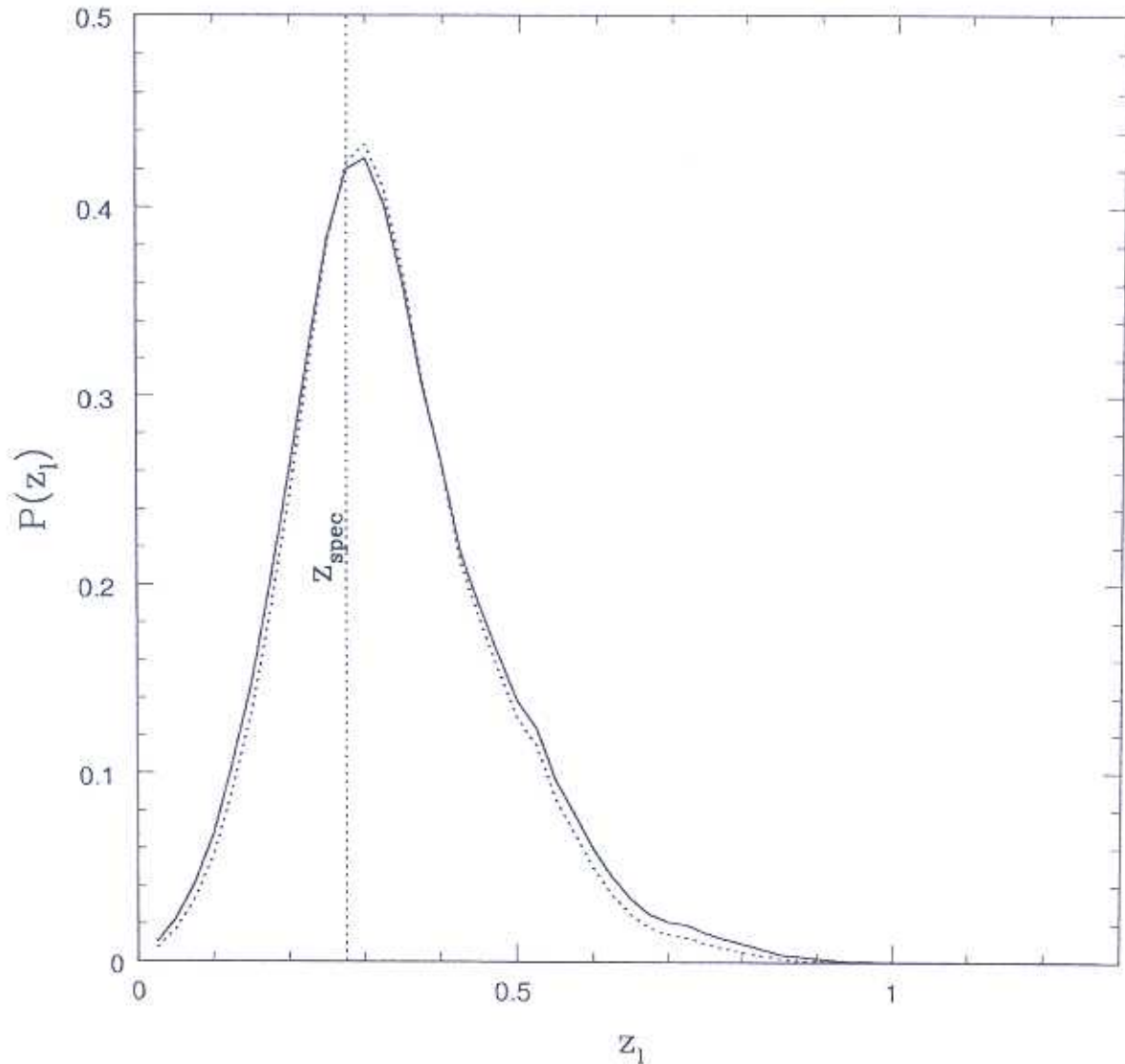


Fig. 3.— Lens redshift probability density function (unnormalized). Solid line: at each putative lens redshift z_l , we fit a lens mass to $\gamma_t(z_{\text{phot}})$ (Figure 2) and compute the probability from the χ^2 for the remaining four degrees of freedom (five data points minus one fit parameter). Dotted line: we repeated the process assuming an NFW profile with $r_s = 225$ kpc. Either assumption leads to a most probable z_l within 0.03 of the spectroscopic value.

Capítulo 5

Perspectivas Futuras

A amostra de 295 aglomerados de Abell com fotometria CCD utilizada nos estudos do efeito Butcher-Oemler apresentados no capítulo 2 será utilizada em pelo menos dois outros estudos relacionados à evolução de galáxias. O primeiro destes trabalhos tem como objetivo medir a taxa de evolução da relação cor-magnitude com o desvio para o vermelho (vide apêndice B). A evolução da relação cor-magnitude pode ser utilizada no estudo da história de formação estelar em galáxias elípticas (Kodama *et al.* 1998; Gladders *et al.* 1998; Stanford, Eisenhardt & Dickinson 1998; Kodama, Bower & Bell 1999), e pode também ser utilizada na estimativa do número de coalescências que uma galáxia pode ter sofrido após a formação da maioria de sua população estelar (Bower, Kodama & Terlevich 1998). Coalescências tendem a modificar a cor das galáxias, diminuindo a inclinação da relação cor-magnitude, e aumentando o espalhamento uma vez que diferentes galáxias participam de diferentes números de interações. A medida desta evolução é feita através dos coeficientes angular (inclinação) e linear, e do espalhamento das galáxias em torno da relação cor-magnitude. No momento estamos implementando uma nova metodologia de ajuste de uma função linear à relação cor-magnitude levando em consideração os erros fotométricos de cada galáxia. Este novo programa permite que o ajuste seja feito utilizando apenas galáxias num determinado intervalo de magnitude, além de possibilitar a exclusão de pontos obviamente muito discrepantes.

Outro trabalho que estamos realizando com esta amostra de aglomerados é a investigação da segregação espacial de galáxias de alta luminosidade (Capelato *et al.* 1980). Numa análise preliminar encontramos que as galáxias mais luminosas concentram-se na região central da maioria dos aglomerados, porém um estudo mais detalhado encontra-se em andamento.

Uma nova amostra de aglomerados selecionada a partir de concentrações de massa indentificadas devido a distorção de galáxias de fundo (efeito de lentes gravitacionais fracas) está sendo construída e poderá ser utilizada numa série de estudos. Esta amostra de aglomerados será um dos produtos do *Deep Lens Sky Survey* (DLS), um levantamento de 28 graus quadrados de imagens profundas em $BVRz'$ que está sendo realizado nos telescópios de 4m de Cerro Tololo e Kitt Peak. O desvio para o vermelho destes aglomerados será determinado fotometricamente e a amostra poderá ser utilizada em estudos relacionados à formação e evolução de galáxias como o efeito BO e a relação cor-magnitude, assim como na determinação das funções de luminosidade e de massa de aglomerados.

A técnica de lentes gravitacionais fracas possibilita a detecção não somente de aglomerados de alta massa, mas também de estruturas mais modestas em alto desvio para o vermelho. Até o momento somente um pequeno número de aglomerados ricos foram utilizados na determinação de σ_8 e Ω_m (Bahcall & Fan 1998). A maior densidade de aglomerados em alto desvio para o

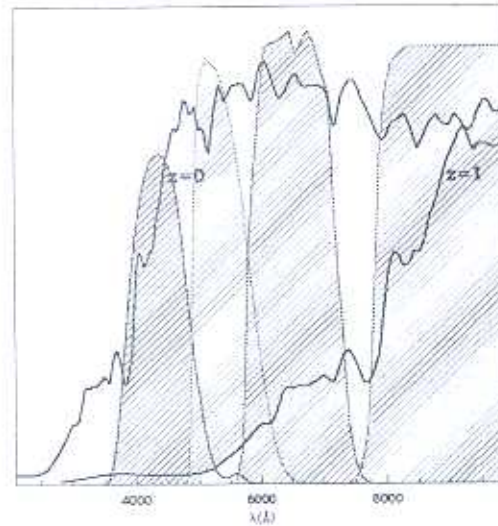


Figura A.1: Espectro de uma galáxia elíptica em $z = 0$ e $z = 1$. A mesma galáxia observada em diferentes desvios para o vermelho apresenta diferentes cores.

existem poucas observações espectroscópicas de galáxias próximas no ultravioleta, esta informação é normalmente obtida através dos modelos de síntese de populações estelares. Além disso, a radiação emitida originalmente na região óptica, onde existem características espectrais (como a quebra de 4000\AA) que facilitam a identificação do desvio para o vermelho, é detectada no infravermelho, de modo que observações neste comprimento de onda beneficiam a determinação de desvios para o vermelho.

O sucesso desta técnica de estimativa de desvios para o vermelho fotométricos depende dos modelos de distribuição espectral de energia, do número de bandas fotométricas utilizadas, e do comprimento de onda destas bandas. Os modelos espectrais devem ser representativos de todos os tipos de galáxias existentes no intervalo de desvio para o vermelho em estudo. O número de bandas deve ser o maior possível para que degenerescências em cor possam ser resolvidas. Este problema ocorre porque como pode-se observar na Figura A.2 uma galáxia pode ter a mesma cor em mais de um desvio para o vermelho, ou uma galáxia do tipo A num desvio para o vermelho z_A pode ter a mesma cor de uma galáxia tipo B em z_B . E finalmente, as bandas fotométricas devem cobrir um grande intervalo de comprimentos de onda, incluindo se possível observações desde a banda U até o infravermelho.

Três tipos de modelos espectrais são normalmente utilizados na determinação de desvios para o vermelho fotométricos: (1) distribuições espectrais teóricas derivadas de modelos de síntese de populações estelares (os modelos mais utilizados são os de Bruzual & Charlot 1993, BC); (2) distribuições espectrais baseadas em observações locais de galáxias (normalmente utiliza-se os modelos de Coleman, Wu & Weedman 1980, CWW); e (3) modelos CWW com informação na região ultravioleta do espectro obtidas dos modelos teóricos de BC.

Bolzonella, Miralles & Pelló 2000 tornaram público seu programa de determinação de desvios para o vermelho fotométricos (HyperZ, <http://webast.ast.obs-mip.fr/hyperz/>). Este programa permite que o usuário escolha os modelos espectrais a serem utilizados, aplique correções de extinção Galáctica, e escolha entre leis de avermelhamento entre outros parâmetros. As cores de um objeto são comparadas com as cores de cada modelo espectral em diferentes desvios

Apêndice A

Desvios para o Vermelho Fotométricos

O objetivo deste apêndice é apresentar um resumo das técnicas de desvios para o vermelho fotométricos mais utilizadas atualmente, e descrever a metodologia que estamos desenvolvendo. Uma revisão do ponto de vista histórico pode ser encontrada em Koo 1999.

A.1 Ajuste Empírico

A idéia do ajuste empírico é extremamente simples: uma amostra de galáxias é observada espectroscopicamente e fotometricamente sendo então utilizada como um conjunto de treinamento na determinação de uma relação entre desvio para o vermelho e magnitudes e/ou cores. O número de termos desta função polinomial depende do número de observações disponíveis. Descrições detalhadas desta metodologia podem ser encontradas em Connolly *et al.* 1995, SubbaRao *et al.* 1996, Brunner *et al.* 1997, e Connolly *et al.* 1997.

É importante notar que normalmente os erros citados nestes trabalhos refletem simplesmente o espalhamento da relação $z(mag1, mag2, \dots, cor1, cor2, \dots)$ e são portanto limites inferiores dos erros. A única maneira de determinar os erros realisticamente é através da observação espectroscópica de uma amostra representativa de todos os objetos (todos os tipos de galáxias em todos os desvios para o vermelho) e que não inclua galáxias utilizadas na calibração da relação $z(mags)$. Hogg *et al.* 1998 apresentam uma medida mais realista dos erros deste tipo de metodologia.

A.2 Ajuste com Modelo Espectral

Uma galáxia possui diferentes cores e magnitudes se observada em diferentes desvios para o vermelho. Este efeito é devido ao deslocamento doppler dos fótons emitidos por um objeto distante e resulta num deslocamento de todo seu espectro. Um fóton emitido com um comprimento de onda λ_0 e energia $\frac{hc}{\lambda_0}$ será observado em $z = 0$ com comprimento de onda $\lambda = \lambda_0(1+z)$ e com energia $\frac{hc}{\lambda_0(1+z)}$. A diferença de magnitudes resultante deste efeito é denominada correção $K(z)$ (para uma explicação mais detalhada veja Poggianti 1997). Este efeito é ilustrado na Figura A.1 para uma galáxia elíptica observada em $z = 0$ e $z = 1$. A Figura A.2 mostra curvas de correção $K(z)$ para três tipos espectrais de galáxias.

Como pode-se observar da Figura A.1, quando uma galáxia em alto desvio para o vermelho é observada em filtros ópticos, detectamos fótons emitidos originalmente na região ultravioleta do espectro. Por isso, para que possamos determinar o desvio para o vermelho destes objetos precisamos de modelos espectrais confiáveis neste intervalo de comprimentos de onda. Como

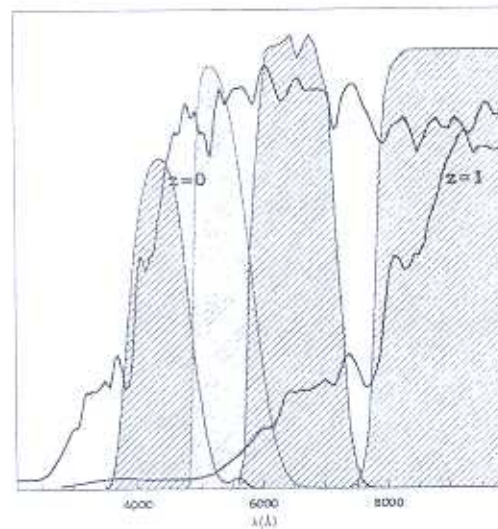


Figura A.1: Espectro de uma galáxia elíptica em $z = 0$ e $z = 1$. A mesma galáxia observada em diferentes desvios para o vermelho apresenta diferentes cores.

existem poucas observações espectroscópicas de galáxias próximas no ultravioleta, esta informação é normalmente obtida através dos modelos de síntese de populações estelares. Além disso, a radiação emitida originalmente na região óptica, onde existem características espectrais (como a quebra de 4000Å) que facilitam a identificação do desvio para o vermelho, é detectada no infravermelho, de modo que observações neste comprimento de onda beneficiam a determinação de desvios para o vermelho.

O sucesso desta técnica de estimativa de desvios para o vermelho fotométricos depende dos modelos de distribuição espectral de energia, do número de bandas fotométricas utilizadas, e do comprimento de onda destas bandas. Os modelos espectrais devem ser representativos de todos os tipos de galáxias existentes no intervalo de desvio para o vermelho em estudo. O número de bandas deve ser o maior possível para que degenerescências em cor possam ser resolvidas. Este problema ocorre porque como pode-se observar na Figura A.2 uma galáxia pode ter a mesma cor em mais de um desvio para o vermelho, ou uma galáxia do tipo A num desvio para o vermelho z_A pode ter a mesma cor de uma galáxia tipo B em z_B . E finalmente, as bandas fotométricas devem cobrir um grande intervalo de comprimentos de onda, incluindo se possível observações desde a banda U até o infravermelho.

Três tipos de modelos espectrais são normalmente utilizados na determinação de desvios para o vermelho fotométricos: (1) distribuições espectrais teóricas derivadas de modelos de síntese de populações estelares (os modelos mais utilizados são os de Bruzual & Charlot 1993, BC); (2) distribuições espectrais baseadas em observações locais de galáxias (normalmente utiliza-se os modelos de Coleman, Wu & Weedman 1980, CWW); e (3) modelos CWW com informação na região ultravioleta do espectro obtidas dos modelos teóricos de BC.

Bolzonella, Miralles & Pelló 2000 tornaram público seu programa de determinação de desvios para o vermelho fotométricos (HyperZ, <http://webast.ast.obs-mip.fr/hyperz/>). Este programa permite que o usuário escolha os modelos espectrais a serem utilizados, aplique correções de extinção Galáctica, e escolha entre leis de avermelhamento entre outros parâmetros. As cores de um objeto são comparadas com as cores de cada modelo espectral em diferentes desvios

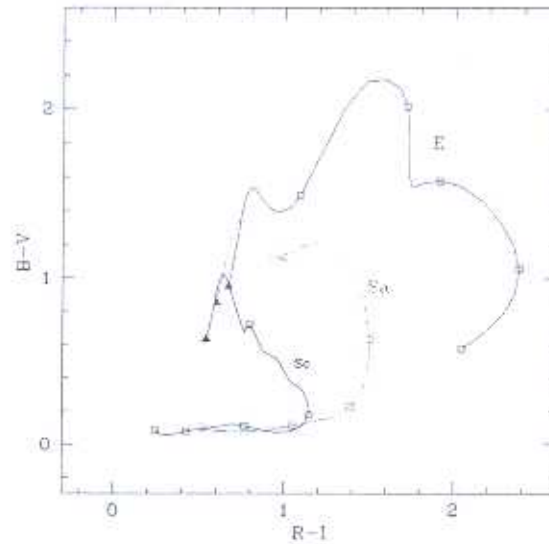


Figura A.2: Diagrama cor-cor, $B - V \times R - I$. Cada linha indica a variação de cores com desvio para o vermelho (correção $k(z)$) para galáxias de um tipo morfológico. Triângulos representam cores de galáxias locais ($z = 0$), e quadrados indicam passos de 0.5 em desvio para o vermelho. O desvio para o vermelho final é 2.5.

para o vermelho. χ^2 é calculado para cada desvio para o vermelho gerando uma distribuição de probabilidades de desvios para o vermelho baseada nas cores. Este procedimento é realizado para todos os modelos espectrais escolhidos e o valor mínimo de χ^2 indica o desvio para o vermelho fotométrico do objeto e uma estimativa do seu tipo espectral galáctico.

Modificamos este programa de modo a incluir também uma distribuição de probabilidades de desvios para o vermelho baseada na magnitude do objeto. Assumindo uma função de luminosidade podemos determinar a probabilidade de um objeto de certa magnitude encontrar-se num determinado desvio para o vermelho. A partir do produto das duas distribuições de probabilidade (de cor e de magnitude) geramos uma distribuição para cada modelo. A soma destas funções para todos os modelos considerados gera uma distribuição de probabilidades final a partir da qual o desvio para o vermelho fotométrico é determinado. O painel superior da Figura A.3 mostra a distribuição de probabilidades baseada nas cores para três tipos de galáxias, e a distribuição de probabilidades baseada na magnitude. O painel inferior mostra a distribuição final de probabilidades. O desvio para o vermelho fotométrico e seu erro são indicados respectivamente pelas linhas pretas sólida e tracejadas, e a linha vermelha tracejada indica o desvio para o vermelho espectroscópico. Neste caso, o objeto é de alta luminosidade ($R = 19.49^m$) de modo que os picos de probabilidade em altos desvios para o vermelho são eliminados pela distribuição de probabilidades baseada na magnitude.

Aplicamos esta metodologia numa amostra de 119 galáxias do *Hubble Deep Field North* (HDFN) com fotometria publicada por Fontana *et al.* 2000. O painel esquerdo da Figura A.4 mostra os resultados quando 4 bandas na região óptica do espectro são utilizadas, e o painel direito mostra que os resultados melhoram significativamente quando outras 3 bandas (no infravermelho) são consideradas. Os resultados utilizando 7 bandas são encorajadores, mas mesmo as estimativas baseadas apenas em 4 bandas são suficientes para estudos baseados na estatística de um grande número de galáxias como por exemplo a determinação do desvio para o vermelho de

um aglomerado, ou a seleção de galáxias de fundo para estudos de lentes gravitacionais fracas.

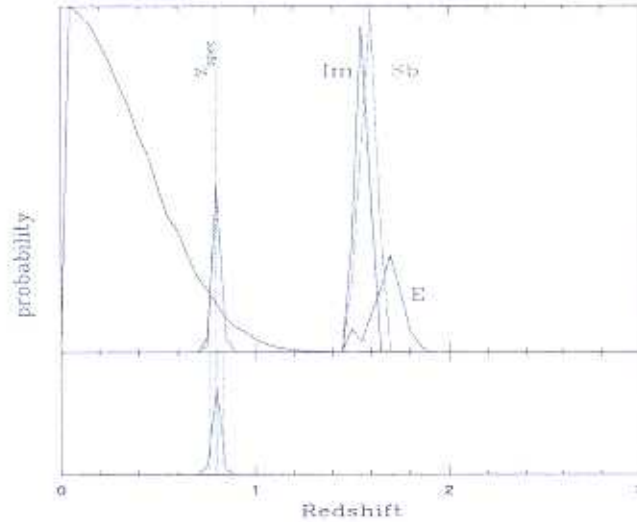


Figura A.3: Painel superior: distribuições de probabilidades baseadas nas cores para três tipos de galáxias (elíptica, Sb, e irregular), e a distribuição de probabilidades baseada na magnitude (linha sólida preta). Painel inferior: função final de distribuição de probabilidades. O desvio para o vermelho fotométrico é indicado pela linha sólida vertical e seu erro é indicado pelas linhas pretas tracejadas. A linha vertical vermelha nos dois painéis representa o desvio para o vermelho espectroscópico. Neste caso os dois valores de desvio para o vermelho coincidem.

Esta metodologia ainda encontra-se em desenvolvimento mas já produz resultados confiáveis que estão sendo utilizados em trabalhos científicos como o de Wittman *et al.* 2001 apresentado no capítulo 5 desta tese. Outras informações como o brilho superficial, e parâmetros relacionados à morfologia das galáxias poderão eventualmente aprimorar os resultados atuais.

A.3 Comparação Entre as Duas Técnicas

As duas técnicas descritas acima possuem vantagens e desvantagens. Uma desvantagem do ajuste empírico é a necessidade de uma amostra de objetos com desvios para o vermelho espectroscópicos. Estas observações são onerosas em termos de tempo de telescópio, e além disso, erros na identificação do desvio para o vermelho espectroscópico podem ser propagados de modo a contaminar as estimativas fotométricas. Outra desvantagem deste método é a dificuldade de extrapolação do ajuste para desvios para o vermelho mais altos. Por outro lado, uma vantagem desta técnica é que a evolução espectral das galáxias é automaticamente incluída no ajuste, enquanto que técnicas baseadas em distribuições espectrais de energia precisam considerar uma enorme variedade de modelos espectrais. Além disso, a ausência de observações espectrais de boa qualidade na região ultravioleta dificulta a utilização de métodos baseados em modelos espectrais na identificação de galáxias em alto desvio para o vermelho.

Hogg *et al.* (1998) apresentam estimativas de desvios para o vermelho fotométricos obtidas por 5 grupos independentes para galáxias no *Hubble Deep Field* (HDF). Os desvios para o vermelho espectroscópicos destes objetos foram mantidos em segredo até que todos os grupos

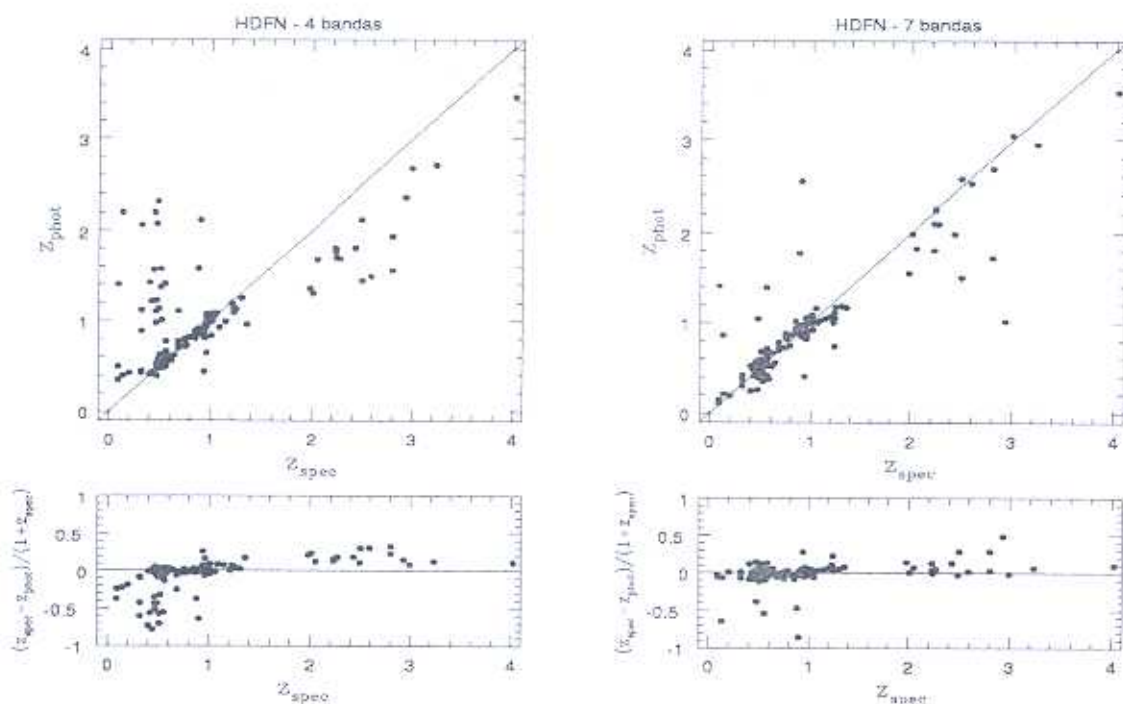


Figura A.4: Comparação entre desvios para o vermelho espectroscópicos e fotométricos para uma amostra de 119 galáxias no *Hubble Deep Field North* (HDFN). O painel esquerdo apresenta desvios para o vermelho fotométricos a partir de dados em 4 bandas; e o painel direito indica desvios para o vermelho determinados a partir de 7 bandas. As galáxias representadas por pontos vermelhos possuem $|z_{spec} - z_{phot}| > 1$.

divulgassem suas previsões. A comparação entre os valores de desvio para o vermelho estimados fotometricamente e suas medidas espectroscópicas indicam que tanto técnicas baseadas em relações empíricas, como em modelos de distribuição espectral de energia, produzem bons resultados até o limite de desvio para o vermelho da amostra ($z = 1.4$). Outras comparações entre diferentes técnicas podem ser encontradas em Lanzetta, Yahil & Fernandez-Soto 1998, Yee *et al.* 1998, e Fernandez-Soto *et al.* 2001.

Apêndice B

Evolução da Relação Cor-Magnitude

B.1 Introdução

A existência de um locus linear no diagrama cor-magnitude é uma das características principais da população de galáxias *early-type* em aglomerados. O efeito segundo o qual as galáxias mais brilhantes são também as mais vermelhas foi estudado de maneira sistemática por diversos autores. Visvanathan & Sandage (1977) obtiveram distribuições espectrais de energia (SEDs) num grande intervalo de comprimentos de onda para galáxias pertencentes ao aglomerado de Virgo, e foram pioneiros em estabelecer não somente a existência, mas também a dependência da inclinação da relação cor-magnitude com o comprimento de onda em que se observa o aglomerado.

A inclinação da relação cor-magnitude pode ser explicada tanto como um efeito da idade da população estelar, implicando que as galáxias mais luminosas e massivas são também mais velhas, como por um efeito da metalicidade, consistente com as galáxias mais luminosas serem também as mais enriquecidas de metais. Observações realizadas com o *Hubble Space Telescope* (HST) tem mostrado que a relação cor-magnitude é também muito bem definida em alto desvio para o vermelho tanto para galáxias *early-type* pertencentes a aglomerados (Ellis *et al.* 1997; Standford Eisenhardt & Dickinson 1998; Kodama *et al.* 1998), como para galáxias de campo (Kodama, Bower & Bell 1999). Estas observações sugerem que em alto desvio para o vermelho a população de galáxias *early-type* já é composta de sistemas velhos, que estão evoluindo passivamente, de modo que a relação cor-magnitude não pode ser explicada como um efeito puramente da idade. Além disso, Terlevich *et al.* (1999) usaram índices espectrais baseados em linhas de absorção e fotometria para investigar as correlações luminosidade-idade e luminosidade-metalicidade para galáxias de Coma, e encontraram que a relação cor-magnitude neste aglomerado é devida principalmente a relação metalicidade-luminosidade.

Contudo, observações recentes realizadas por Worthey (1996) indicam que cerca de 2/3 das galáxias elípticas em $z \sim 0$ ainda apresentam sinais de formação estelar, e que muitas destas galáxias possuem idades inferiores à meio tempo de Hubble. Esta variação nas idades da população de galáxias *early-type* pode ser consistente com o pequeno espalhamento da relação cor-magnitude se elípticas formadas mais recentemente forem mais enriquecidas de metais que galáxias mais velhas de mesma luminosidade (Ferrerias, Charlot & Silk 1998). As observações de Worthey indicam que galáxias elípticas brilhantes, formadas mais recentemente são também mais enriquecidas de metais, apresentando portanto uma tendência consistente com a hipótese de Ferrerias, Charlot & Silk.

A relação luminosidade-metalicidade pode ser criada como resultado das diferentes eficiên-

cias de ventos de supernovas em ejetarem gás de galáxias de diferentes massas (Larson 1974). Galáxias de alta massa são capazes de reter uma fração maior de seu gás, tornando-se portanto mais enriquecidas em metais que galáxias de menor massa que tendem a perder seu gás mais facilmente. Outra possível explicação para a origem da relação luminosidade-metalicidade é a diferença entre a dinâmica de coalescências entre sistemas de diferentes massas (Bekki & Shioya 1997). Se as galáxias elípticas mais luminosas são formadas a partir da coalescência de galáxias com rápida formação estelar, menos gás é arrancado destes sistemas durante o processo de fusão, e como resultado uma maior quantidade de gás é enriquecido.

B.2 Fonte de Dados

Utilizamos neste estudo imagens CCD de 295 aglomerados de galáxias observados no telescópio de 0.9m de Cerro Tololo (Margoniner & de Carvalho 2000) e no telescópio de 1.5m de Palomar (Gal *et al.* 2000). As imagens foram obtidas em g , r , e i , com erros 1σ tipicamente 0.12^m em g , 0.10^m em r , e 0.16^m em i para $r = 20^m.0$. Estes mesmos dados foram utilizados no estudo do efeito Butcher-Oemler e uma descrição detalhada pode ser encontrada no capítulo 2.

B.3 Análise

A evolução da relação cor-magnitude pode ser medida a partir de três parâmetros: coeficientes angular (inclinação) e linear, e espalhamento. Determinamos o ajuste de uma função linear representativa desta relação de maneira consistente para os 295 aglomerados da nossa amostra (Margoniner & de Carvalho 2000).

A Figura B.1 mostra a comparação entre as inclinações derivadas a partir dos nossos dados e inclinações previstas em Visvanathan & Sandage (1977). Nesta análise preliminar apresentamos somente aglomerados para os quais existem medidas espectroscópicas de desvio para o vermelho com o objetivo de minimizar os erros. Os círculos cheios indicam aglomerados para o qual a relação cor-magnitude é visualmente bem determinada. As inclinações observadas são de maneira geral consistentes com a previsões de Visvanathan & Sandage, porém o espalhamento em torno desta relação pode ser indicativo de diferenças intrínsecas entre aglomerados. Uma análise estatística, e testes quanto à estabilidade dos ajustes precisam ser realizados.

Na Figura B.2 apresentamos uma comparação entre os coeficientes lineares da relação cor-magnitude para os aglomerados da nossa amostra, e as previsões baseadas na correção $K(z)$ para uma galáxia elíptica (população típica de aglomerados). Os símbolos são os mesmos apresentados na Figura B.1. De modo geral, o coeficiente linear da relação cor-magnitude evolue aproximadamente da mesma forma que uma simples correção $K(z)$, porém o espalhamento é ainda maior que o observado no primeiro caso, e uma análise estatística mais refinada pode vir a revelar desvios devidos à evolução.

A próxima etapa no estudo da evolução da relação cor-magnitude é determinar a estabilidade dos nossos ajustes testando diferentes metodologias. Em seguida, realizaremos uma análise estatística dos dados apresentados nas Figuras B.1 e B.2, assim como para aglomerados para os quais possuímos apenas uma estimativa fotométrica do desvio para o vermelho. Além disso, algumas teorias (Bower, Kodama & Terlevich 1998) prevêem que o espalhamento das galáxias em torno do "locus" observado no diagrama cor-magnitude de cada aglomerado está relacionado ao número de coalescências/interações ocorridas no aglomerado. Uma outra etapa deste estudo será portanto a determinação deste espalhamento, e a utilização desta teoria na estimativa da

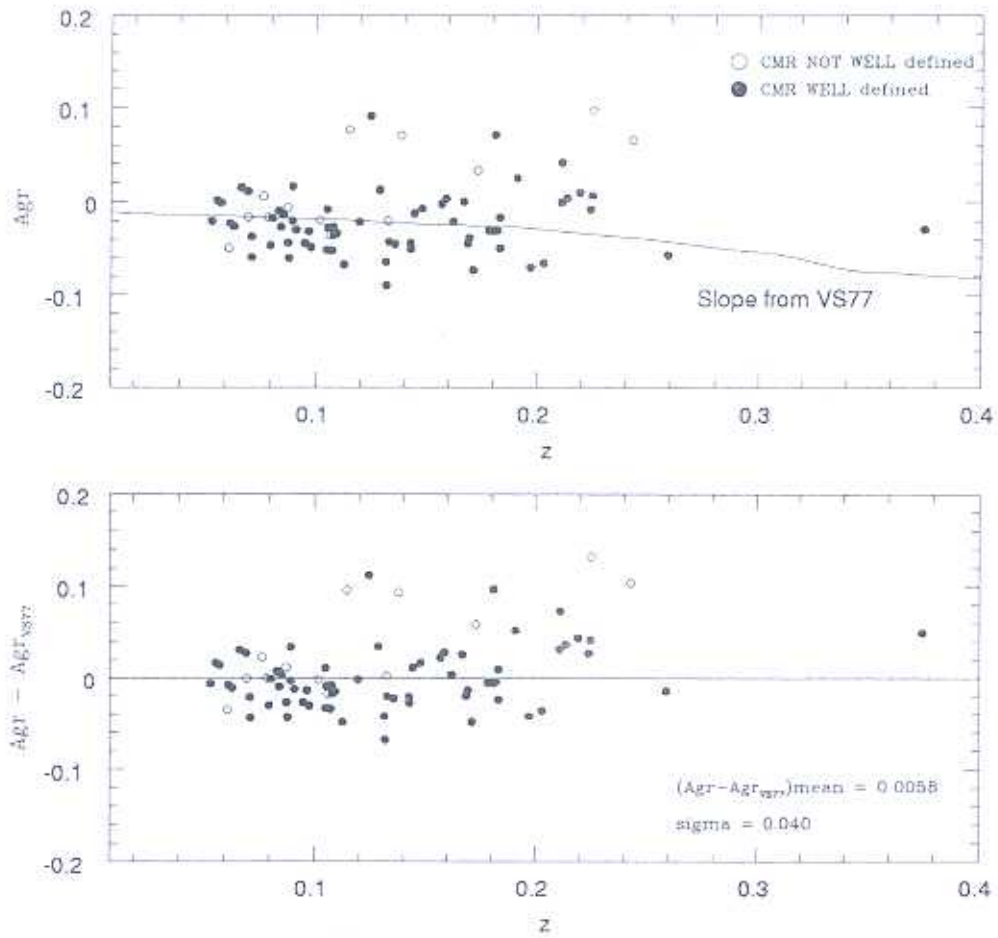


Figura B.1: Comparação entre nossos coeficientes angulares (inclinação) e aqueles previstos por Visvanathan & Sandage 1977. Apresentamos aqui somente aglomerados com desvio para o vermelho espectroscópico.

história de formação das galáxias em cada aglomerado, e possivelmente no estudo da evolução da taxa de coalescências com o desvio para o vermelho.

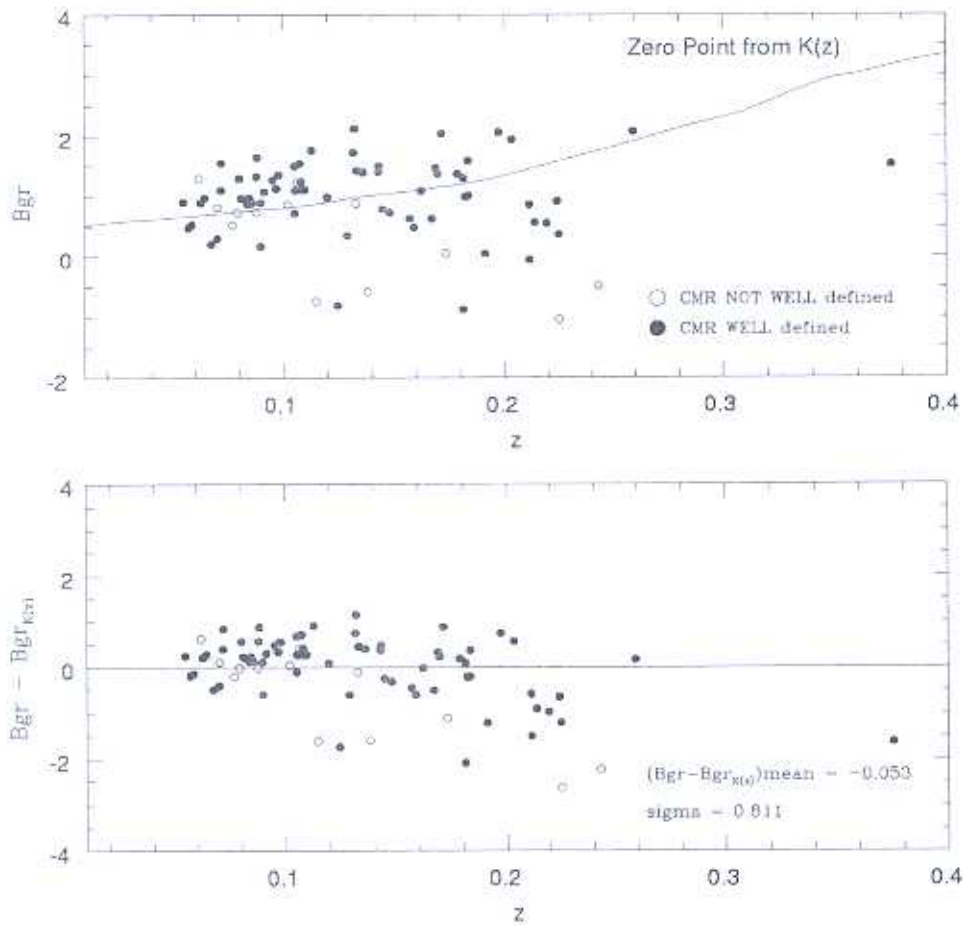


Figura B.2: Comparação entre nossos coeficientes lineares e aqueles previstos assumindo que a cor de uma galáxia elíptica de magnitude M^* , é $(g-r) = 0.31^m$ em $z = 0$, e aplicando correção $K(z)$. Mesmos aglomerados apresentados da B.1.

Referências

- Abell G.O. 1958, *ApJS*, **3**, 211
Abell G.O., Corwin Jr.H.G., Olowin R.P. 1989, *ApJS*, **70**, 1
Andreon S., Ettore S. 1999, *ApJ*, **516**, 647
Bahcall N.A., Soneira R.M. 1983, *ApJ*, **270**, 20
Bahcall N., Fan, X. 1998, *ApJ*, **504**, 1
Balbi A., Ade P.A.R., Bock J.J., Borrill J., Boscaleri A., De Bernardis P., Ferreira P.G., Hanany S., Hristov V., Jaffe A.H., Lee A.T., Oh S., Pascale E., Rabii B., Richards P.L., Smoot G.F., Stompor R., Winant C.D., Wu J.H.P. 2000, *ApJ*, **545**, L1
Barnes J.E., Hernquist L. 1996, *ApJ*, **471**, 115
Bartelmann M., King L., Schneider P. 2001, *A&A*, **378**, 361
Baum W.A. 1962, *IAU Symp*, **15**, 390
Beers T.C., Flynn K., Gebhardt K. 1990, *AJ*, **100**, 32
Bekki K., Shioya Y. 1997, *ApJ*, **486**, 197
Boehringer H., Voges W., Huchra J.P., McLean B., Giacconi R., Rosati P., Burg R., Mader J., Schuecker P., Simic D., Komossa S., Reiprich T.H., Retzlaff J., Trumper J. 2000, *ApJS*, **129**, 435
Boehringer H., Schuecker P., Guzzo L., Collins C.A., Voges W., Schindler S., Neumann D.M., Cruddace R.G., De Grandi S., Chincarini G., Edge A.C., MacGillivray H.T., Shaver P. 2001, *A&A*, **369**, 826
Bolzonella M., Miralles J.M., Pelló R. 2000, *A&A*, **363**, 476
Bower R.G., Kodama T., Terlevich A. 1998, *MNRAS*, **299**, 1193
Brunner R.J., Connolly A.J., Szalay A.S., Bershadsky M.A. 1997, *ApJL*, **482**, 21
Bruzual G.A., Charlot S. 1993, *ApJ*, **405**, 538
Butcher H., Oemler A. 1978, *ApJ*, **219**, 18
Butcher H., Oemler A. 1984, *ApJ*, **285**, 426
Caldwell N., Rose J.A. 1997, *AJ*, **113**, 492
Capelato H.V., Gerbal D., Salvador-Sole E., Mathez G., Mazure A., Sol H. 1980, *ApJ*, **241**, 521
Carlberg R.G., Yee H.K.C., Ellingson E., Abraham R., Gravel P., Morris S., Pritchet C.J. 1996, *ApJ*, **462**, 32
Carlström J.E., Joy M.K., Grego L., Holder G.P., Holzapfel W.L., Mohr J.J., Patel S., Reese E.D. 2000, *Physica Scripta*, **T85**, 148
Carlstrom J.E., Joy M.K., Grego L., Holder G.P., Holzapfel W.L., LaRoque S., Mohr J.J., Reese E.D. 2001, review of Sunyaev-Zel'dovich Effect to appear in "Constructing the Universe with Clusters of Galaxies", IAP conference, July 2000, eds. F. Durret and G. Gerbal (astro-ph/0103480)

- Passvogel T., Felici F. 2000, in Breckinridge J.B. & Jakobsen P. eds., UV, Optical and IR Space Telescopes and Instruments, Proc. SPIE, Vol. 4013, p.152
- Pen U.-L. 1998, *ApJ*, **498**, 60
- Perlmutter S., Aldering G., Goldhaber G. *et al.* 1999, *ApJ*, **517**, 565
- Poggianti B.M. 1997, *A&AS*, **122**, 399
- Poggianti B.M., Smail I., Dressler A., Couch W.J., Barger A.J., Butcher H., Ellis R.S., Oemler A.Jr. 1999, *ApJ*, **518**, 576
- Postman M., Lubin L.M., Gunn J.E., Oke J.B., Hoessel J.G., Schneider D.P., Christensen J.A. 1996, *AJ*, **111**, 615
- Press W.H. & Schechter P. 1974, *ApJ*, **187**, 425
- Press W.H., Teukolsky S.A., Vetterling W.T., Flannery B.P. 1992, "Numerical Recipes in C: The Art of Scientific Computing", ed. Cambridge University Press, *second edition*
- Quilis V., Moore B., Bower R. 2000, *Science*, **288**, 1617
- Rakos K.D., Schombert J.M. 1995, *ApJ*, **439**, 47
- Rakos K.D., Odell A.P., Schombert J.M. 1997, *ApJ*, **490**, 194
- Robinson J., Gawiser E., Silk J. 2000, *ApJ*, **532**, 1
- Romer A.K., Nichol R.C., Holden B.P., Ulmer M.P., Pildis R.A., Merrelli A.J., Adami C., Burke D.J., Collins C.A., Metevier A.J., Kron R.G., Commons K. 2000, *ApJS*, **126**, 209
- Sawicki M.J., Lin H., Yee H.K.C. 1997, *AJ*, **113**, 1
- Scharf C.A., Jones L.R., Ebeling H., Perlman E., Malkan M., Wegner, G. 1997, *ApJ*, **477**, 79
- Schechter P. 1976, *ApJ*, **203**, 297
- Schlegel D., Finkbeiner D., Davis M. 1998, *ApJ*, **500**, 525
- Schneider P. 1996, *MNRAS*, **283**, 837
- Silvermann B.W. 1986, "Density Estimation for Statistics and Data Analysis", (London: Chapman & Hall)
- Smail I., Dressler A., Couch W.J., Ellis R.S., Oemler A.Jr., Butcher H., Sharples R.M. 1997, *ApJS*, **110**, 213
- Smail I., Edge A., Ellis R., Blandford R. 1998, *MNRAS*, **293**, 124
- Stanford S.A., Eisenhardt P.R., Dickinson M. 1998, *ApJ*, **492**, 461
- SubbaRao M.U., Connolly A.J., Szalay A.A, Koo D.C. 1996, *AJ*, **112**, 929
- Sunyaev R.A., Zel'dovich Ya.B. 1972, *Comm. Astrophys. Space Phys.*, **4**, 173
- Sutherland W. 1988, *MNRAS*, **234**, 159
- Thuan T.X., Gunn J.E. 1976, *PASP*, **88**, 543
- Terlevich A.I., Kuntschner H., Bower R.G., Caldwell N., Sharples R.M., 1999, *MNRAS*, **310**, 445
- Tinsley B.M. 1976, *ApJ*, **203**, 63
- Tyson J.A. 1995, in *Dark Matter*, AIP Cong. Proc. 336, eds. S. Holt & C. Bennett (AIP Press 1995), p287
- Tyson J.A. 2000, *Phys. Scripta*, **T85**, 259
- Umetsu K., Futamase T. 2000, *ApJL*, **539**, L5
- Valdes F. 1982, Instrumentation in Astronomy IV, S.P.I.E. Proceedings, Vol. 331, 465.
- Visvanathan N., Sandage A. 1977, *ApJ*, **216**, 214
- Weir N., Fayyad U., Djorgovsky S. 1995a, *AJ*, **109**, 2401
- Weir N., Fayyad U., Djorgovsky S., Roden J. 1995b, *PASP*, **107**, 1243
- White S.D.M., Briel U.G., Henry J.P. 1993, *MNRAS*, **261**, L8
- Wittman D.M., Tyson J.A., Bernstein G.M., Lee R.W., Dell'Antonio I.P., Fisher P., Smith D.R., Blouke M.M. 1998, *SPIE*, **3355**, 616

- Wittman D.M., Tyson J.A., Kirkman D., Dell'Antonio I.P., Bernstein G. 2000, *Nature*, **405**, 143
- Wittman D.M., Tyson J.A., Margoniner V.E., Cohen J.P., Dell'Antonio I.P. 2001, *ApJL*, **557**, 89
- Worthey G. 1996, review for the *1996 Star Formation Near and Far conference* (astro-ph/9611180)
- Yee H.K.C. 1998, *Proceedings of the Xth Recontres de Blois: Birth of Galaxies* (astro-ph/9809347)
- Zaritsky D., Nelson A.E., Dalcanton J.J., Gonzalez A.H. 1997, *ApJ*, **480**, L91
- Zwicky F. 1938, *PASP*, **50**, 218
- Zwicky F., Herzog E., Wild P., Karpowicz M., Kowall C.T. 1960-1968, *Catalog of Galaxies and of Clusters of Galaxies* (Pasadena: California Inst. of Tech.)