

Università degli studi di Napoli

Federico II

Tesi di laurea in Fisica

A.A. 1997/98

**La Funzione di Luminosità di
ammassi di galassie a basso
redshift**

Relatori:

Prof. Massimo Capaccioli

Prof. Giuseppe Longo

Candidato:

Maurizio Paolillo

matricola 07/5843

Indice

Introduzione	i
1 Le proprietà delle galassie	1
1.1 Cenni introduttivi sulle galassie	1
1.2 La distribuzione delle galassie	3
2 La funzione di luminosità delle galassie	6
2.1 Introduzione	6
2.2 Cenni storici sulla funzione di luminosità	8
2.3 La funzione di luminosità	9
2.3.1 La misura delle magnitudini	9
2.3.2 La FL generale	11
2.3.3 La FL specifica	13
2.4 L'espressione analitica della FL	14
2.5 Determinazione sperimentale della FL	17
2.5.1 Gli ammassi di galassie	17
2.5.2 Le galassie di campo	18
2.6 Lo stato attuale della ricerca	21
2.6.1 La FL generale	21
2.6.2 La FL specifica	23
2.7 Il rapporto tra i dati sperimentali e le caratteristiche della FL	25

3	Il Progetto CRoNaRio	27
3.1	La ‘Second Palomar Observatory Sky Survey’	27
3.2	Il progetto CRoNaRio	31
3.3	Il processo di riduzione delle lastre	33
3.3.1	Struttura dell’immagine	33
3.3.2	Rivelazione degli oggetti	36
3.3.3	Misura delle caratteristiche	36
3.3.4	Splitting	39
3.3.5	Trasformazione astrometrica	42
3.3.6	Classificazione	42
3.4	‘Matched catalogs’ ed estrazione dei dati	43
4	I dati	45
4.1	Le caratteristiche dei cataloghi	46
4.1.1	Gli oggetti multipli	48
4.1.2	Gli oggetti saturi	49
4.1.3	Gli effetti di quantizzazione delle magnitudini	50
4.1.4	Gli effetti di variazione della PSF	56
4.1.5	La completezza del catalogo	60
5	Il processo di estrazione della FL	63
5.1	Il campione di ammassi	63
5.2	La selezione degli oggetti contenuti nel PNSC	65
5.2.1	L’estrazione degli ammassi	65
5.2.2	‘Matching’	67
5.2.3	La rimozione degli oggetti saturi	68
5.2.4	La separazione stelle/galassie	68
5.3	Il processo di calibrazione delle lastre fotografiche	71
5.4	La misura della densità di galassie del fondo	74

	III
5.5 La FL degli ammassi	77
5.5.1 I conteggi di galassie degli ammassi	77
5.5.2 La stima delle magnitudini assolute	79
6 La FL degli ammassi di galassie	83
6.1 La FL individuale	83
6.2 La FL cumulativa	87
6.3 Il confronto con la letteratura	89
6.4 Dipendenza della FL dalla banda fotometrica	93
6.5 Dipendenza della FL dalla presenza di galassie dominanti	93
6.6 Dipendenza della FL dalla densità dell'ambiente	95
6.7 Dipendenza della FL dalla classificazione di Bautz-Morgan	97
6.8 Dipendenza della FL dal redshift	100
6.9 Dipendenza della FL dalla stima della magnitudine	102
Conclusioni	106
A Il campione di ammassi	108
B La distribuzione di Poisson e le fluttuazioni di densità	129
Elenco delle figure	i
Elenco delle tabelle	vii
Bibliografia	viii

Introduzione

Lo studio delle proprietà locali e globali dell'universo richiede la conoscenza delle caratteristiche fisiche dei suoi principali costituenti e in particolare delle galassie, in cui è contenuta la quasi totalità della materia luminosa.

La luminosità di una galassia può variare in un intervallo di oltre 6 ordini di grandezza e dipende dalle caratteristiche fisiche del sistema: composizione stellare, struttura, stato dinamico, ecc.. La distribuzione in luminosità delle galassie è rappresentata dalla 'Funzione di Luminosità (=FL)' $\varphi(M)$, definita in astronomia come il numero di galassie con magnitudine compresa nell'intervallo $M, M + dM$.

La FL è un parametro di fondamentale importanza per lo studio delle popolazioni galattiche e della loro evoluzione. In particolare, l'analisi delle relazioni esistenti tra la FL e l'ambiente (densità di galassie, composizione morfologica, ecc..) permette di determinare quali fattori influenzano la nascita e lo sviluppo delle galassie. Inoltre la dipendenza della FL dal redshift può rivelare la natura dei fenomeni evolutivi che caratterizzano questi sistemi stellari.

In campo cosmologico la FL rappresenta uno strumento di grande utilità per determinare la validità dei modelli di formazione dell'universo, misurare la quantità di materia presente nel cosmo e stimare rapporto tra massa e luminosità ($\frac{M}{L}$).

In questo lavoro di tesi, al fine di studiare la FL delle galassie di un campione di ammassi a basso redshift ($z \leq 0.3$), si è fatto uso dei dati prodotti dal progetto **CRoNaRio**. Tale progetto consiste in una collaborazione tra il California

Institute of Technology, l'Osservatorio di Monte Porzio, l'Osservatorio di Capodimonte e l'Osservatorio Nazionale di Rio de Janeiro, tesa al completamento del 'Palomar Northern Sky Catalog' (PNSC). Il PNSC raccoglie informazioni geometriche e fotometriche relative a tutti gli oggetti contenuti nelle lastre della 'Palomar Observatory Second Sky Survey' (POSS II): una 'survey' fotografica dell'intero emisfero celeste settentrionale in tre bande fotometriche (J , F ed N).

Obiettivi della tesi sono:

- la validazione dei dati della POSS II;
- lo sviluppo di una procedura *automatizzata*, applicabile a grandi campioni di ammassi (virtualmente all'intero emisfero celeste settentrionale; ~ 1000), che consenta una valutazione 'locale' di tutti i parametri che intervengono nel processo di estrazione della FL (conteggi di galassie del fondo, valore delle fluttuazioni nei conteggi di galassie, profilo di densità dell'ammasso), e che permetta di stimare con accuratezza gli errori derivanti dalla sottrazione statistica del fondo;
- lo sfruttamento dei dati attualmente disponibili, per ricavare la FL degli ammassi, tenendo conto della distribuzione delle galassie nella direzione di osservazione;
- l'impiego delle FL così derivate per studiare la dipendenza della FL cumulativa dalle proprietà fisiche dell'ambiente (densità di galassie, stato evolutivo dell'ammasso, epoca, ecc...), confrontando di volta in volta i risultati con quelli ricavati dalla letteratura, per determinare se le proprietà delle galassie dipendano da tali parametri o se, piuttosto, la FL abbia carattere 'universale'.

Capitolo 1

Le proprietà delle galassie

1.1 Cenni introduttivi sulle galassie

Le galassie sono sistemi stellari eterogenei con caratteristiche che possono variare considerevolmente da esemplare ad esemplare. Per individuare eventuali correlazioni esistenti tra le proprietà morfologiche ed i parametri fisici che le contraddistinguono (diametro, luminosità, colore, ecc.) si fa ricorso a sistemi di classificazione. Il primo ed ancora oggi il più diffuso, è quello ideato da Hubble (1926) che si fonda sull'analisi morfologica e sul grado di concentrazione della luce verso il centro della galassia (fig.1.1). Hubble distinse le galassie in tre grandi famiglie: ellittiche, spirali e irregolari. Le ellittiche vengono classificate in base all'ellitticità¹ osservata in E0, E1, ..., E7² a partire dalla configurazione sferica fino a quella più schiacciata. Le spirali sono a loro volta suddivise in 'ordinarie' (S) e 'barrate' (SB) in base alla presenza o meno di una struttura

¹Si definisce ellitticità la quantità $e = 1 - \frac{b}{a}$, in cui a e b rappresentano rispettivamente l'asse maggiore e minore della proiezione della galassia lungo la linea di vista dell'osservatore.

²È oggi noto che le E7 sono in realtà sistemi lenticolari o S0, cioè galassie composte da bulge (il rigonfiamento centrale di forma sferoidale) e disco, visti "di taglio".

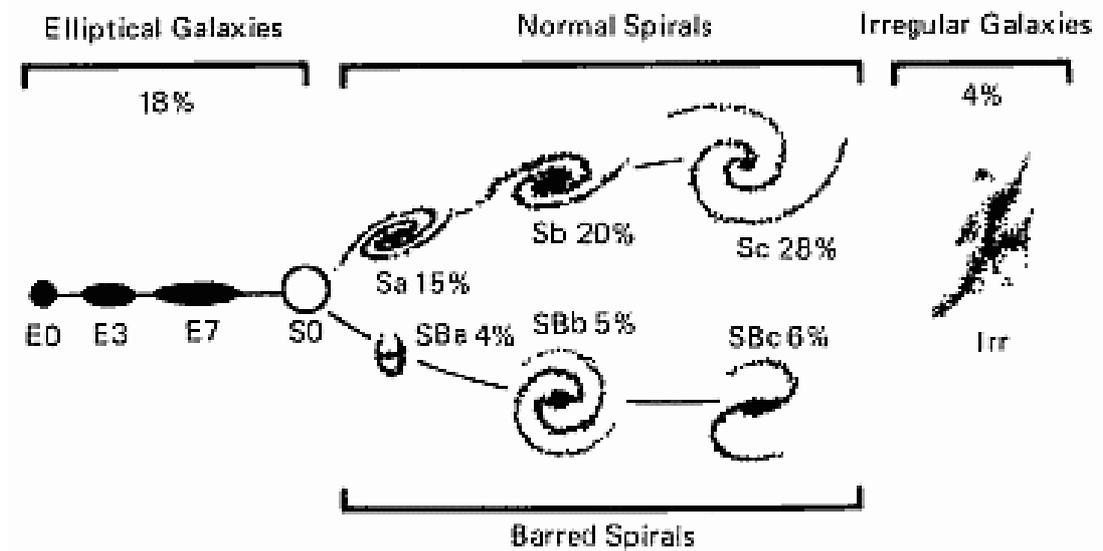


Figura 1.1 : La classificazione di Hubble (1926)

stellare a simmetria cilindrica, detta ‘barra’, che attraversa il bulge. Esse vengono ulteriormente distinte nei tipi *a*, *b* e *c* secondo le dimensioni relative del bulge rispetto al disco e le caratteristiche dei bracci di spirale. Le galassie irregolari (Irr), infine, non mostrano una struttura definita e vengono separate nei tipi I e II a seconda del grado di risoluzione in stelle.

Nel lavoro di Hubble del 1926 non era presente la classe delle $S0$, da lui prevista teoricamente in base a criteri di continuità (1936c) ed effettivamente osservata solo nel 1946, che rappresenta l’elemento di transizione tra le ellittiche e le spirali. Spesso si chiamano le galassie dei primi tipi morfologici (E, $S0$) ‘early type’ e quelle delle ultime classi (S, SB, Irr) ‘late type’.

Esistono anche altri criteri di classificazione alcuni dei quali costituiscono un’estensione di quello di Hubble (Morgan, 1958; de Vaucouleurs, 1979) mentre altri si basano sulla continuità e simmetria dei bracci di spirale (van den Bergh, 1960a,b; Elmegreen, 1982). Tuttavia la classificazione di Hubble ha il pregio di

Proprietà	Ammassi ricchi	Ammassi poveri e gruppi
Ricchezza	30 – 300 galassie	3 – 30 galassie
Raggio	1 – 2 h^{-1} Mpc	0.1 – 1 h^{-1} Mpc
Dispersione di velocità		
radiale	400 – 1400 km s ⁻¹	100 – 500 km s ⁻¹
” (valore medio)	~ 750 km s ⁻¹	~ 250 km s ⁻¹
Massa (entro R_A)	$10^{14} - 2 \times 10^{15} h^{-1} M_\odot$	$10^{12.5} - 2 \times 10^{14} h^{-1} M_\odot$
Luminosità (entro R_A)	$6 \times 10^{11} - 6 \times 10^{12} h^{-2} L_\odot$	$10^{10.5} - 10^{12} h^{-1} L_\odot$
$\langle M/L \rangle$	~ 300 $h M_\odot/L_\odot$	~ 200 $h M_\odot/L_\odot$
Frazione di galassie appartenenti al sistema	~ 5%	~ 55%

Tabella 1.1: Le caratteristiche di gruppi ed ammassi di galassie

dividere le galassie in poche classi fondamentali che raccolgono oggetti caratterizzati da proprietà fisiche simili.

1.2 La distribuzione delle galassie

Nell'universo le galassie sono distribuite, su larga scala, in modo omogeneo ed isotropo³. Tuttavia, su volumi più piccoli, domina la tendenza all'aggregazione prodotta dall'interazione gravitazionale, che dà origine a strutture distinte in gruppi, ammassi o superammassi di galassie a seconda del numero di membri in esse contenute.

Gli ammassi di galassie sono definiti come sistemi legati gravitazionalmente e caratterizzati da una sovradensità locale. Pur contenendo solo parte delle galassie

³Al riguardo si noti la recente polemica sull'universo frattale (Guzzo, 1997)

Tipo morfologico	E	S \emptyset	S	(E+S \emptyset)/S
Ammassi compatti	35%	45%	20%	4.0
Ammassi medi	20%	50%	30%	2.3
Ammassi aperti	15%	35%	50%	1.0
Campo	10%	20%	70%	0.5

Tabella 1.2: La distribuzione dei tipi morfologici nei diversi ambienti (Bahcall, 1996)

esistenti nell'universo, essi rappresentano una fonte di informazioni sui processi di formazione e di evoluzione galattica e sulla distribuzione della materia nell'universo.

Secondo la definizione tradizionale (Abell, 1958) un ammasso di galassie deve contenere almeno 30 galassie più brillanti di $m_3 + 2^m$ (dove m_3 è la magnitudine⁴ del terzo membro in ordine di luminosità) entro un raggio di $R \simeq 1.5h^{-1}$ Mpc (raggio di Abell R_A)^{5, 6} dal centro dell'ammasso, corrispondenti ad una massa di $\sim 5 \times 10^{14} h^{-1} M_\odot$. La dispersione di velocità tipica dei membri dell'ammasso è di $\sim 750 \text{ km s}^{-1}$.

Come le galassie, anche gli ammassi possono essere classificati in base alle loro caratteristiche. Zwicky (1961) divise gli ammassi in 'compatti', 'intermedi' o 'aperti': i primi mostrano una elevata concentrazione centrale di galassie; gli ammassi intermedi posseggono più di un nucleo di aggregazione, mentre quelli

⁴In astronomia la magnitudine rappresenta una misura della luminosità di un oggetto; essa è definita come $m = -2.5 \log f + c$, dove f è il flusso luminoso proveniente dalla sorgente e c una costante che dipende dal sistema fotometrico utilizzato (vedi par.2.3.1).

⁵Il parsec (pc) è la distanza alla quale 1 unità astronomica appare sottendere un angolo di 1" (1 pc = 3.26 a.l. = 206265 u.a.).

⁶ $h = \frac{H_0}{100}$ con H_0 costante di Hubble ($50 \leq H_0 \leq 100 \text{ Km}\cdot\text{s}^{-1}/\text{Mpc}$).

aperti sono caratterizzati da una sovradensità diffusa di galassie senza picchi pronunciati. Secondo la classificazione di Bautz-Morgan (1970) un ammasso è caratterizzato dal contrasto, in estensione e luminosità, tra galassia più brillante e le altre: gli ammassi di tipo *I* sono dominati da una singola galassia cD⁷ perlopiù sita in posizione centrale, in quelli di tipo *II* il membro più brillante è una galassia ellittica ordinaria, mentre negli ammassi di tipo *III* non è possibile individuare una galassia dominante.

Nell'universo circa il 5% delle galassie fa parte di ammassi ricchi mentre il 55% appartiene ad ammassi poveri o gruppi (Bahcall, 1996); le galassie isolate vengono solitamente definite come 'galassie di campo'.

La densità media di galassie negli ammassi ricchi:

$$n_g(\text{ammassi}) \sim 3h^3 \text{ gal.Mpc}^{-3} \quad (1.1)$$

rispetto al campo in cui:

$$n_g(\text{campo}) \sim 1.5 \times 10^{-2} h^3 \text{ gal.Mpc}^{-3} \quad (1.2)$$

dà un rapporto di:

$$n_g(\text{ammassi})/n_g(\text{campo}) \sim 200. \quad (1.3)$$

Tali differenze ambientali secondo gli studi di Oemler (1974) e Dressler (1980), influiscono sulla distribuzione dei diversi tipi morfologici. La frazione di ellittiche e $S\emptyset$ cresce dalle regioni del campo verso il centro degli ammassi ricchi mentre, viceversa, la porzione di spirali aumenta al diminuire della densità (tab.1.2).

⁷Nella classificazione di Morgan le galassie cD rappresentano la classe più luminosa di ellittiche giganti.

Capitolo 2

La funzione di luminosità delle galassie

2.1 Introduzione

Tra i parametri che contraddistinguono una galassia svolge un ruolo fondamentale la luminosità totale (L_T). La luminosità di una galassia dipende fortemente dal tipo morfologico: dalle -24 magnitudini assolute^{1,2} che caratterizzano le ellittiche giganti cD alle -10 delle galassie più deboli finora osservate; inoltre non è da scartare la possibile esistenza di oggetti meno luminosi non ancora rivelati a causa dei limiti intrinseci agli strumenti astronomici.

La distribuzione in luminosità delle galassie è data dalla “funzione di luminosità differenziale (FL)” $\varphi(M)$ definita come il numero di galassie con magnitudine compresa tra M e $M + dM$ in funzione di M , per unità di volume.

¹La magnitudine assoluta (M) è la magnitudine che un oggetto avrebbe se si trovasse alla distanza di 10 parsec dall’osservatore.

²In questo capitolo le magnitudini assolute sono riferite ad un valore della costante di Hubble $H_0 = 100 \text{ Mpc s}^{-1}$.

La FL trova numerose applicazioni:

- essa rappresenta un indicatore diretto della relazione che intercorre tra le galassie e l'ambiente. Ad esempio, l'analisi dei rapporti esistenti tra funzione di luminosità, densità locale di galassie e composizione morfologica del campione, consente di rivelare quali fattori influiscono sulla nascita e sullo sviluppo delle galassie;
- la dipendenza della FL dal redshift³ e quindi dall'epoca, offre l'occasione di gettare luce sui fenomeni evolutivi⁴ che caratterizzano il nostro universo, cioè di stabilire se le sue proprietà attuali sono state definite all'inizio della sua esistenza o sono piuttosto dovute a trasformazioni tuttora in corso;
- un'accurata conoscenza della FL delle galassie è anche condizione necessaria in molte problematiche di tipo cosmologico in cui le galassie sono usate come traccianti della distribuzione della materia nell'universo. I conteggi di galassie, la determinazione della quantità di materia luminosa presente nel cosmo e del rapporto tra massa e luminosità (M/L) impiegati per stabilire la curvatura dell'universo, si basano tutti sulla funzione di luminosità delle galassie.

È inoltre il caso di aggiungere che in tutti gli studi di natura statistica che riguardano le galassie, la FL permette di determinare la frazione di oggetti che cade oltre il limite di completezza del campione (par.2.3.2).

³Il redshift è dovuto al cambiamento del fattore di scala dell'universo. Secondo la legge di Hubble il redshift di un oggetto, definito come $z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0}$ è legato alla sua distanza dalla relazione $d = \frac{cz}{H_0}$ (valida per $z \leq 1$).

⁴Osservare oggetti a redshift diversi significa osservare oggetti a distanze diverse e quindi, a causa della velocità finita della luce, in epoche differenti.

2.2 Cenni storici sulla funzione di luminosità

I primi studi sulla distribuzione in magnitudine delle galassie furono svolti da Hubble quando divenne evidente la natura extragalattica delle “nebulose”. Egli notò che la linearità della relazione velocità-magnitudine apparente (diagramma di Hubble), nell’ipotesi di una relazione lineare tra velocità e distanza (legge di Hubble), implicava una ridotta dispersione in magnitudine assoluta. Dallo studio dei residui, Hubble derivò una distribuzione gaussiana con $\sigma = 0.84 \text{ mag}$ (1936a,b). I primi dubbi su questa interpretazione furono avanzati da Zwicky (1942, 1957, 1964) il quale sostenne che correggendo gli effetti di selezione trascurati da Hubble (i dati di Hubble riguardavano essenzialmente galassie di elevata luminosità intrinseca) la FL veniva ad assumere un profilo esponenziale verso le alte magnitudini. Le sue osservazioni furono confermate dagli studi di Holmberg (1950) secondo cui l’aggiunta delle galassie ‘nane’⁵ al campione di Hubble modificava il lato debole della distribuzione e da Abell (1962, 1964, 1972) che dimostrò un andamento esponenziale crescente della FL delle galassie nane, contrariamente al profilo gaussiano osservato per spirali, S0 ed ellittiche di elevata brillantezza superficiale.

Lo studio delle galassie di campo fu affrontato solo in un secondo tempo in quanto, diversamente dagli ammassi, esso richiede la conoscenza della distanza dei singoli oggetti (Humason e al., 1956; Shapiro, 1975; il catalogo rivisto di Shapley-Ames: Sandage e Tammann, 1981).

Più di recente gli studi sulla correlazione tra composizione morfologica e densità di galassie (Melnick e Sargent, 1977; Dressler, 1980; Andreon, 1994, 1996, 1997) hanno evidenziato la possibilità che il profilo della FL dipenda dalla varietà morfologica del campione. Ciò ha indotto a studiare la forma della FL in funzione del tipo morfologico ed a cercare correlazioni tra questa e le caratteristiche del-

⁵Con questo termine si indicano le galassie di debole luminosità assoluta ($M \leq -19.5$) che in genere hanno anche bassa brillantezza superficiale e sono, dunque, di difficile rivelazione.

l'ambiente (densità, distanza dal centro dell'ammasso, ecc.). Le FL dei vari tipi morfologici possono poi essere combinate per descrivere la FL generale (Sandage, Binggeli e Tammann, 1985; Jerjen, Tammann e Binggeli, 1992).

2.3 La funzione di luminosità

2.3.1 La misura delle magnitudini

Per descrivere in dettaglio le caratteristiche della FL delle galassie è necessario innanzitutto introdurre il concetto di 'magnitudine'.

La 'magnitudine apparente' di un oggetto celeste è definita dall'espressione⁶:

$$m = -2.5 \log \int_0^\infty \alpha^2 I(\lambda) T_i(\lambda) T_a(\lambda) T_t(\lambda) T_f(\lambda) r(\lambda) d\lambda + \text{cost} \quad (2.1)$$

dove α è il diametro apparente dell'oggetto, $I(\lambda)$ la radianza nell'intervallo di lunghezze d'onda tra λ e $\lambda + d\lambda$, $T_i(\lambda)$ la frazione di radiazione trasmessa dal materiale interstellare, $T_a(\lambda)$ la frazione trasmessa dall'atmosfera terrestre, $T_t(\lambda)$ quella trasmessa dalle ottiche del telescopio, $T_f(\lambda)$ quella trasmessa da un filtro f posto davanti al rivelatore e $r(\lambda)$ la funzione di risposta del rivelatore. Il valore della costante determina il 'punto zero' del 'sistema fotometrico', inteso come combinazione di telescopio, filtro e rivelatore (lastra fotografica o CCD⁷).

Definendo la funzione di risposta di tale sistema:

$$S(\lambda) = T_i(\lambda) T_f(\lambda) r(\lambda) \quad (2.2)$$

ed il flusso che raggiunge la terra al di fuori dell'atmosfera:

$$E(\lambda) = \alpha^2 I(\lambda) T_i(\lambda) \quad (2.3)$$

⁶Dove sono state trascurate la dipendenza dal tempo e dalla direzione di osservazione di alcune delle grandezze che compaiono nell'integrale.

⁷I CCD (Charged-Coupled Device) sono rivelatori basati sulla tecnologia dei semiconduttori che consentono di ottenere immagini ad alta risoluzione.

è possibile scrivere la magnitudine apparente di un oggetto misurata al di fuori dell'atmosfera come:

$$m_0 = -2.5 \log \int_0^\infty E(\lambda) \cdot S(\lambda) d\lambda \quad (2.4)$$

Per effettuare un confronto tra le luminosità di oggetti celesti diversi si fa ricorso alla 'magnitudine assoluta', definita come la magnitudine che l'oggetto avrebbe se si trovasse ad una distanza di 10 pc dall'osservatore. La magnitudine assoluta M di un oggetto è legata alla sua magnitudine apparente, nel caso di un universo euclideo, dall'espressione:

$$M_f = m_{0,f} - 5 \log d + 5 + A_f \quad (2.5)$$

dove d è la distanza in parsec dell'oggetto e A_f è la correzione per l'assorbimento interstellare calcolata attraverso il filtro f .

La (2.5) è valida solo in prima approssimazione e per oggetti a basso redshift ($z \leq 0.1$). Per oggetti con z maggiore è necessario tenere conto degli effetti cosmologici dovuti alla distanza in quanto la porzione di spettro dell'oggetto che cade nella banda passante del sistema fotometrico (cioè l'intervallo di lunghezze d'onda per cui $S(\lambda) \neq 0$), dipende dal redshift della galassia rispetto all'osservatore. Pertanto è necessario adottare una 'correzione K' pari a:

$$K = -2.5 \log(1 + z) - 2.5 \log \frac{\int_0^\infty S(\lambda) I_0(\lambda) d\lambda}{\int_0^\infty S(\lambda) I_z(\lambda) d\lambda} \quad (2.6)$$

in cui z è il redshift e I_0 e I_z sono rispettivamente i flussi misurati a redshift 0 e z .

Le galassie sono oggetti estesi con profilo radiale di brillantezza superficiale rapidamente decrescente verso l'esterno. Ciò implica che le regioni più esterne si confondono con il fondo cielo e non possono essere rivelate, rendendo praticamente impossibile una misura diretta della loro luminosità totale. Il problema

può essere risolto per via statistica introducendo la cosiddetta “correzione di estrapolazione” (de Vaucouleurs 1976, 1995) che, facendo uso di profili di luminosità standard, permette di stimare la frazione di luce mancante.

Infine occorre tenere conto dell’esistenza di autoassorbimento o “assorbimento interno”, prodotto dalle polveri che si trovano nella galassia stessa. Anche tale effetto può essere eliminato facendo ricorso a coefficienti medi in funzione della magnitudine assoluta e del tipo morfologico (de Vaucouleurs, 1961).

2.3.2 La FL generale

I rapporti che legano la luminosità alle altre proprietà delle galassie o ai fattori ambientali non sono ancora noti con certezza a causa delle difficoltà che abbiamo menzionato nel paragrafo precedente. Diversi autori hanno analizzato le dipendenze funzionali della FL: Binggeli e al.(1985), Sandage e Ferguson (1991), Andreon (1998) hanno studiato la $\varphi(M, T)$ dove T rappresenta il tipo morfologico; la FL ‘bivariata’ $\varphi(M, \mu)$, è stata discussa da Disney e Phillips (1983, 1986) e da Choloniewski (1985) per galassie E e S0 di campo; la dipendenza dalla densità è stata valutata da Binggeli (1987, 1988) mentre quella dall’epoca da Yee e Green (1987), Yoshii e Takahara (1988), Tyson (1988), Ellis e al.(1995), Lumsden e al.(1997).

Un’espressione corretta della FL dovrebbe includere i parametri fin qui elencati più eventuali altri ancora da determinare:

$$\varphi = \varphi(M, T, \rho, \mu, t, \dots) \quad (2.7)$$

ma è difficile stabilire quali di essi abbiano effetti tali sulla FL da rendere opportuno che siano inclusi nella definizione e quali possano essere trattati separatamente per non complicare eccessivamente il problema.

Un possibile approccio è quello utilizzato da Binggeli, Sandage e Tammann (1988).

Sia $\nu(M, x, y, z)$ il numero di galassie che occupano un volume dV centrato in (x, y, z) con magnitudine assoluta compresa tra M e $M + dM$. Possiamo scrivere:

$$\nu(M, x, y, z)dMdV = \varphi(M) \cdot D(x, y, z)dMdV \quad (2.8)$$

dove $\varphi(M)$ è la frazione di galassie con magnitudine tra M e $M + dM$, mentre la ‘funzione di densità’ $D(x, y, z)$ rappresenta il numero di galassie per unità di volume in (x, y, z) .

La funzione di luminosità così definita richiede la sola ipotesi che le magnitudini delle galassie non siano correlate alla loro localizzazione spaziale, ed avendo le dimensioni di una densità di probabilità, è soggetta alla condizione di normalizzazione:

$$\int_{-\infty}^{+\infty} \varphi(M)dM = 1 \quad (2.9)$$

Se l’equazione (2.8) è valida per porzioni di universo sufficientemente ampie e per un largo campione di galassie, la FL si può definire ‘universale’. In alcuni casi in cui è possibile ritenere valida l’ipotesi $D(x, y, z) = \langle D \rangle = \text{costante}$, il prodotto $\varphi(M) \cdot \langle D \rangle$ è trattato come un’unica funzione anch’essa definita ‘funzione di luminosità’ cosicché la $\varphi(M)$ viene ad avere le dimensioni di una densità di oggetti per magnitudine per megaparsec cubico. A partire dai lavori di Sandage e al.(1979), Kirshner e al.(1979) l’idea che la densità possa essere considerata costante è stata abbandonata, ed oggi si preferisce adottare una netta separazione tra $\varphi(M)$ e $D(x, y, z)$, trattandole come variabili indipendenti.

La condizione di normalizzazione (2.9), anche se corretta in linea di principio, è difficile da realizzare in pratica in quanto ogni campione di galassie è completo fino ad una magnitudine limite M_{lim} . Il caso in cui $\varphi(M)$ tende a zero per $M' \leq M_{lim}$ si verifica solo per alcuni tipi di galassie mentre in generale la FL cresce esponenzialmente con M . In questo modo, anche estrapolando l’andamento di

$\varphi(M)$ oltre la M_{lim} , si ottiene una funzione divergente.

Una possibilità è quella di trasformare le magnitudini in luminosità in modo che l'integrale:

$$\int_0^{\infty} \varphi(L)dL = 1 \quad (2.10)$$

converga per ragioni fisiche. Più spesso si preferisce fissare una magnitudine \bar{M} e sostituire la (2.9) con

$$\int_{-\infty}^{\bar{M}} \varphi(M)dM = 1 \quad (2.11)$$

In questo caso $D(x, y, z)$ rappresenta la densità di galassie con $M \leq \bar{M}$. Se da un lato \bar{M} differisce per campioni diversi, la possibilità, offerta dai continui progressi tecnologici, di spingere questo parametro verso soglie sempre più deboli, avvicina questa impostazione al caso ideale espresso dalla (2.9). In realtà la corretta normalizzazione non è una condizione necessaria per lo studio della FL in quanto, trattandosi di una distribuzione di probabilità, è sufficiente il confronto tra i profili per ottenere informazioni di natura fisica sulla distribuzione delle galassie,

È il caso di aggiungere che spesso $\varphi(M)$ è detta funzione di luminosità 'differenziale' per distinguerla da quella 'integrale' (o 'cumulativa') $\phi(M)$ definita dalla:

$$\phi(M) = \int_{-\infty}^M \varphi(M')dM' \quad (2.12)$$

2.3.3 La FL specifica

La definizione contenuta nella (2.8) ha il vantaggio di poter essere facilmente modificata per tenere in conto la dipendenza della $\varphi(M)$ dalla varietà morfologica del campione.

Indichiamo con ν_T il numero di galassie di un determinato tipo morfologico T ; la (2.8) varrà separatamente per ogni classe di galassie:

$$\nu_T(M, x, y, z) = \varphi_T(M, D) \cdot D_T(x, y, z) = \varphi_T(M) \cdot D_T(x, y, z) \quad (2.13)$$

dove la funzione di luminosità 'specificata' φ_T è soggetta alla condizione:

$$\int_{-\infty}^{+\infty} \varphi_T(M) dM = 1 \quad (2.14)$$

Se definiamo $f_T(D)$ la frazione di galassie di tipo T integrata su tutte le magnitudini avremo:

$$D_T(x, y, z) = f_T(D) \cdot D(x, y, z) \quad (2.15)$$

in cui

$$\sum_T f_T(D) = 1 \quad (2.16)$$

Dalla (2.13) e dalla (2.15), sommando su tutti i tipi:

$$\nu(M, x, y, z) = \sum_T \varphi_T(M) \cdot f_T(D) \cdot D(x, y, z) \quad (2.17)$$

da cui si ottiene la FL generale:

$$\varphi(M, D) = \sum_T \varphi_T(M) \cdot f_T(D) \quad (2.18)$$

con la condizione:

$$\int_{-\infty}^{\infty} \varphi(M, D) dM = 1 \quad (2.19)$$

2.4 L'espressione analitica della FL

Nel corso degli anni sono state adottate diverse rappresentazioni analitiche della FL delle galassie. Zwicky nel 1957 propose l'espressione:

$$N(\leq m) = k(10^{0.2(m-m_1)} - 1) \quad (2.20)$$

dove k è una costante empirica e m_1 è la magnitudine della galassia più brillante. In generale la (2.20) si adatta bene all'estremità debole della distribuzione ma non decresce con sufficiente rapidità dal lato brillante (fig.2.1). Esprimendo la

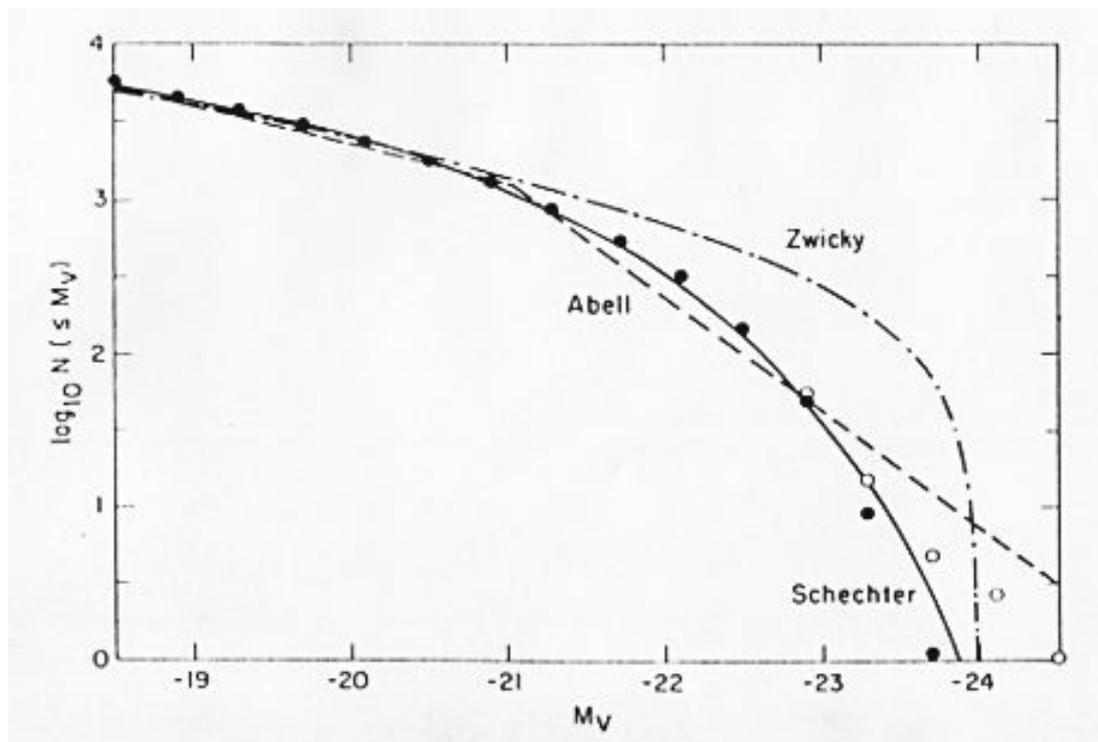


Figura 2.1 : La funzione di luminosità degli ammassi di galassie. $N(\leq M_V)$ è il numero di galassie più brillanti di M_V . I cerchi vuoti rappresentano la funzione di luminosità osservata da Schechter (1976); quelli pieni mostrano il cambiamento ottenuto escludendo le galassie cD. Le curve mostrano il fit ottenuto tramite le funzioni di Zwicky, Abell e Schechter. (Sarazin, 1986)

stessa in funzione della luminosità, si ottiene:

$$N(L) = k[(L_1/L)^{1/2} - 1] \quad (2.21)$$

da cui k è il numero di oggetti con $\frac{1}{4}L_1 \leq L \leq L_1$.

Una forma che meglio si adatta alle galassie più luminose è quella utilizzata da Abell (1975):

$$N(L) = N^*(L/L^*)^{-\alpha} \quad (2.22)$$

con

$$\begin{cases} \alpha \simeq \frac{5}{8} & L \leq L^* \\ \alpha \simeq \frac{15}{8} & L > L^* \end{cases}$$

dove L^* è la luminosità alla quale le due curve si intersecano. Questa forma è chiaramente concepita per adattarsi alle diverse pendenze della parte debole e di quella luminosa della FL ma non può rappresentare una distribuzione reale poichè la sua derivata è discontinua in L^* . Spesso si preferisce la formulazione in termini di magnitudini:

$$\log N(\leq m) = \begin{cases} k_1 + s_1 \cdot m & m \leq m^* \\ k_2 + s_2 \cdot m & m > m^* \end{cases} \quad (2.23)$$

dove $s_1 \simeq 0.75$, $s_2 \simeq 0.25$ mentre k_1 e k_2 sono costanti da determinare.

Schechter (1976) ha sviluppato un'approssimazione analitica per la FL differenziale:

$$\varphi(L)dL = \varphi^* \cdot (L/L^*)^\alpha \exp^{-L/L^*} d(L/L^*) \quad (2.24)$$

dove φ^* , L^* e α sono parametri che si ottengono attraverso un fit dei dati sperimentali. L^* è una luminosità caratteristica alla quale la (2.24) presenta un rapido cambiamento di pendenza in modo da adattarsi ad ambedue le estremità della FL mentre α esprime la pendenza della FL per $L \leq L^*$.

Utilizzando le magnitudini:

$$\varphi(M)dM = \Phi \cdot 10^{0.4(\alpha+1)(M^*-M)} \exp[-10^{0.4(M^*-M)}]dM \quad (2.25)$$

L'espressione di Schechter è oggi la più utilizzata in quanto si adatta bene ai dati sperimentali e consente, attraverso la magnitudine caratteristica M^* e il parametro α , di confrontare campioni diversi.

Autori	Campione	α	M^*
Sandage e al. 1985	ammasso della Vergine	-1.3	$M_B^* = -21.5$
Lugger 1986	9 ammassi di Abell	-1.27 ± 0.04	$M_R^* = -22.47 \pm 0.1$
Colless 1989	14 ammassi di Abell	-1.25	$M_{B_J}^* = -20.1$
Kashinawa e al. 1995	4 ammassi di Abell	-1.25	$-21.5 \leq M^* \leq -19.8$
De Propris e al. 1995	4 ammassi di Abell	B: -2.16 ± 0.18	...
		I: -2.28 ± 0.30	...
Bernstein e al. 1995	ammasso di Coma	-1.42 ± 0.05	...
Wilson e al. 1996	A665, A1689	I: -1.1	$M_I^* = -23.0$
		V: -1.4	$M_V^* = -18.5$
Gaidos 1997	21 ammassi di Abell	-1.09 ± 0.08	$M_R^* = -21.13 \pm 0.11$
Valotto a al. 1997	CfA (nord)	-1.4 ± 0.1	$M_{b_J}^* = -20.0 \pm 0.1$
Lumsden e al. 1997	22 ammassi dal EDCC	-1.22 ± 0.04	$M_{b_J}^* = -20.16 \pm 0.02$

Tabella 2.1: I parametri di Schechter per le galassie degli ammassi.

2.5 Determinazione sperimentale della FL

2.5.1 Gli ammassi di galassie

Le galassie di un ammasso possono essere, con buona approssimazione, considerate tutte alla stessa distanza dall'osservatore⁸. Ciò consente di ottenere, dalla semplice misura delle magnitudini apparenti la distribuzione FL dell'ammasso (tab.2.1).

La difficoltà fondamentale consiste nell'identificare le galassie dell'ammasso separandole da quelle del fondo⁹. Questa operazione può essere svolta in modi

⁸La distanza tipica di ammassi vicini è $\simeq 40$ Mpc, con un diametro di ~ 1.5 Mpc. Ciò significa una dispersione $\Delta D \simeq \frac{1}{20}$ entro gli errori sperimentali.

⁹Si tratta delle galassie che non appartengono all'ammasso ma si trovano sulla linea di vista e quindi rientrano nel campo di osservazione.

diversi: è possibile identificare i membri dell'ammasso dalle loro caratteristiche morfologiche o dalla loro brillantezza superficiale, utilizzando questi parametri come indicatori di distanza indiretti, oppure ricavare, quando possibile, la distanza da misure di redshift.

In alternativa è possibile ricorrere al metodo statistico e determinare il numero di galassie di campo per ogni intervallo di luminosità, ispezionando una zona del cielo prossima all'ammasso ma abbastanza distante da non risentire di contaminazioni o facendo una media su ampie porzioni di cielo. Sottraendo i dati così ottenuti si ottiene, nel caso ideale, un campione costituito dai soli membri dell'ammasso. È evidente che data la natura statistica del metodo, la qualità dei risultati deve essere valutata caso per caso in relazione alla zona del cielo osservata ed alla banda fotometrica impiegata (Garilli e al., 1992).

2.5.2 Le galassie di campo

A differenza dal caso degli ammassi, la determinazione della FL delle galassie di campo richiede la conoscenza della distanza di tutte le galassie del campione. È quindi necessario avere misure di redshift individuali in quanto non si conoscono metodi che consentano di ottenere misure dirette di distanza oltre i 100 Mpc.

Oltre alla questione della distanza c'è da considerare il fatto che ogni campione è completo fino ad una certa m_{lim} , determinata sia da fattori strumentali che dall'assorbimento galattico; ciò determina un effetto di selezione sulle galassie più deboli che altera il profilo della $\varphi(M)$. Infatti la m_{lim} corrisponde ad una M_{lim} tanto minore quanto più ci si allontana dal punto di osservazione, cosicché la completezza del campione dipende dalla profondità delle osservazioni e si riduce notevolmente per magnitudini assolute prossime alla m_{lim} . Questo effetto introduce una forte dipendenza della parte debole della FL dalla densità locale.

È possibile migliorare la completezza del campione aggiungendo gli oggetti mancanti ricavati da altre fonti, oppure correggere i dati attraverso funzioni

Autori	Campione	α	M^*
Felton 1977	...	-1.25	$M_B^* = -21.0$
Kirshner e al. 1979	KOS/RC2	-1.10	$M_B^* = -21.0$
Tammann e al. 1980	RSA	-1.03	$M_B^* = -20.07$
Davis & Huchra 1982	CfA (nord)	-0.9	$M_B^* = -21.0$
Kirshner e al. 1983	KOS	-1.25	$M_B^* = -21.5$
Ellis 1983	Durham/AAT	-1.0	$M_B^* = -20.7$
Shanks e al. 1984	Durham/AAT	-1.0	$M_B^* = -21.1$
Choloniewski 1986	CfA (nord)	-1.09	$M_B^* = -21.0$
Phillips & Shanks 1987	UK Schmidt	-1.0	$M_B^* = -21.1$
Ellis e al. 1995	ARS	$-1.1 \leq \alpha \leq -1.5$	$M_{b_j}^* = -19.5$
Lin e al. 1997	CNOC1	-1.3 ± 0.2	$M_r^* = -20.8 \pm 0.4$
Zucca e al. 1997	ESP	-1.22	$M_{b_j}^* = -19.61$
Gardner e al. 1997	K band survey	-0.91 ± 0.1	$M_K^* = -23.12 \pm 0.1$
Sprayberry e al. 1997	APFM	-1.42	$M_B^* = -18.34$

Tabella 2.2: I parametri di Schechter per le galassie di campo. (Binggeli e al. 1988)

analitiche dipendenti dalla magnitudine (Sandage et al., 1979).

Il metodo “classico” per misurare la $\varphi(M)$ del campo assumeva che la densità D fosse costante e ricavava la FL direttamente dal numero osservato di galassie $\nu(M)$ (vedi eq. (2.8)) per intervallo ΔM di magnitudini una volta apportate le correzioni già menzionate. Ovviamente, la normalizzazione richiede la conoscenza di D .

La constatazione che $D \neq \text{cost.}$ e che ogni disomogeneità spaziale nella distribuzione delle galassie distorce il profilo della FL, ha indotto gli astronomi ad introdurre metodi che fanno a meno di tale ipotesi.

Una possibilità è quella di considerare il rapporto tra il numero di galassie

con magnitudine assoluta tra M e $M + dM$ ed il numero totale di galassie più luminose di M ; ciò porta all'espressione:

$$\begin{aligned} \frac{\nu(M, x, y, z)dMdV}{\int_{-\infty}^M \nu(M', x, y, z)dM'dV} &= \frac{\varphi(M) \cdot D(x, y, z)dMdV}{\int_{-\infty}^M \varphi(M') \cdot D(x, y, z)dM'dV} = \\ &= \frac{\varphi(M)dM}{\Phi(M)} = d \log \Phi(M) \end{aligned} \quad (2.26)$$

che è indipendente da $D(x, y, z)$.

Per ottenere $\varphi(M)$ è necessario integrare $\frac{\varphi(M)}{\Phi(M)}$ ricavando $\Phi(M)$, e per derivazione la FL (Sandage, Tammann, Yahil, 1979).

Nel 1971 Lynden-Bell sviluppò un metodo per i quasar che nel 1987 fu adattato alle galassie da Choloniewski: $\varphi(M)$ e $D(\mu)$ ($\mu =$ modulo di distanza) si possono rappresentare come sovrapposizione di funzioni δ di Dirac:

$$\varphi(M) = \sum_i \varphi_i \delta(M - M_i) \quad (2.27)$$

$$D(\mu) = \sum_i D_i \delta(\mu - \mu_i) \quad (2.28)$$

dove i rappresenta le singole galassie. I coefficienti φ_i e D_i si possono determinare calcolando per ogni punto le quantità $C_i = c^-(M_i)$ cioè il numero di galassie nella regione:

$$M_{min} \leq M \leq M_i, \quad \mu_{min} \leq \mu \leq m_{lim} - M_i$$

dove M_{min} e μ_{min} sono i limiti inferiori di M e μ . Se i punti sono ordinati in modo tale che $M_{i+1} \geq M_i$ si dimostra che vale la relazione:

$$\varphi_{i+1} = \varphi_i \frac{C_i + 1}{C_{i+1}} \quad (2.29)$$

e l'analogia per D_i . In questo modo, facendo la media su appositi intervalli, si ottiene la FL dalla (2.28) e la funzione $D(\mu)$ dalla (2.29).

2.6 Lo stato attuale della ricerca

Le ricerche svolte sulla FL dagli anni Sessanta fino ad oggi hanno consentito di accumulare una notevole quantità di dati; ciò nonostante i risultati che se ne ricavano non sono omogenei, nè tantomeno lo è la loro interpretazione. Infatti le indagini riguardano un ristretto campione di ammassi o, nel caso del campo, un'area celeste non ancora sufficientemente estesa. Solo da pochi anni sono iniziate campagne di osservazione (EDSGC, POSS II) che consentono di disporre di campioni vasti e risultati oggettivi.

2.6.1 La FL generale

Utilizzando i parametri di Schechter per rappresentare il profilo della FL una buona parte dei lavori svolti dagli anni Settanta ad oggi (tab.2.1) sembrano suggerire i valori:

$$\alpha \simeq -1.25; \quad M_{BT}^* \simeq -21.0$$

per le galassie che appartengono ad ammassi (Sandage, Binggeli e Tamman, 1988). Questo risultato dipende da alcune ipotesi: le galassie ellittiche giganti cD vengono generalmente escluse dal campione in quanto è possibile che la loro formazione sia dovuta ad effetti particolari e quindi le stesse non riflettano il processo di formazione ed evoluzione globale di un ammasso che ne determina la FL.

Nel caso delle galassie di campo, si ottiene un valore circa uguale della M_{BT}^* ma il numero di galassie deboli cresce in modo più lento, rispetto al caso degli ammassi: $\alpha \simeq -1.1$. Questa differenza potrebbe essere attribuita alla dipendenza dalla densità del rapporto tra il numero di galassie nane e quello di giganti. I valori di M^* e α si riferiscono a dati sperimentali in cui generalmente $-22 \leq M \leq -16$ cioè, in sostanza, alla parte brillante della FL. Il fatto che in questo intervallo di magnitudini i diversi campioni mostrino un profilo simile dovuto alle galassie con

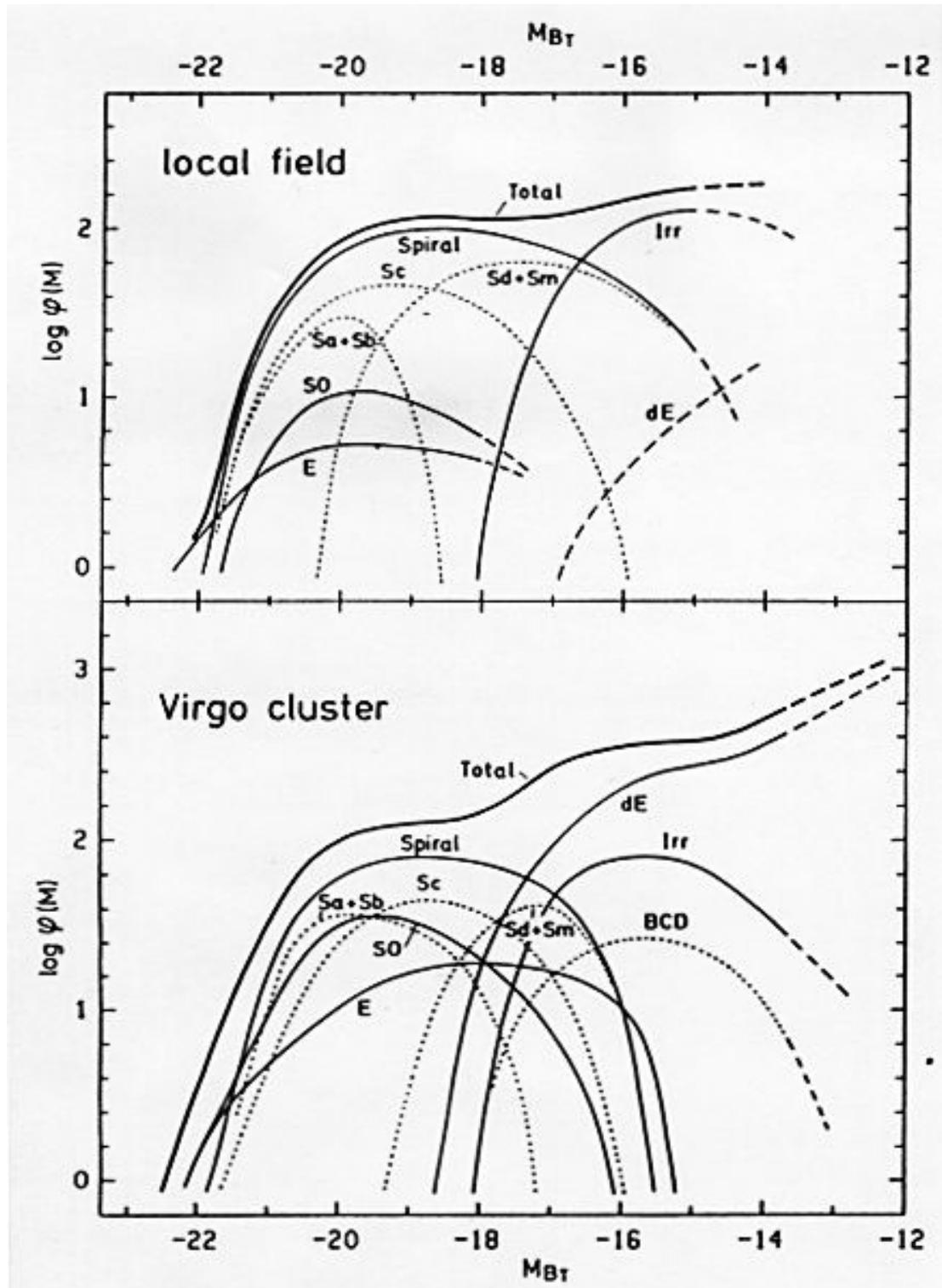


Figura 2.2 : La FL delle galassie di campo (in alto) e dell'ammasso della Vergine (in basso). Sono mostrate le FL specifiche dei vari tipi morfologici (tratto continuo) e delle sottoclassi (tratto punteggiato). (Binggeli e al.; 1988)

una elevata brillantezza superficiale (E, S0, S), ha contribuito ad avvalorare l'ipotesi dell'esistenza di una FL universale.

I lavori più recenti hanno ispezionato l'intervallo $-16 \leq M \leq -12$ dimostrando che la parte debole della FL negli ammassi o nei gruppi di galassie, può essere rappresentata con una funzione di Schechter in cui $-1.35 \leq \alpha \leq -2.2$. Ciò porta a scindere la $\varphi(M)$ generale in due componenti separate: una parte brillante con un profilo gaussiano tipico dei tipi E, S0, S ed una debole dovuta alle galassie irregolari (Irr) ed alle ellittiche nane (dE) con un profilo esponenziale caratteristico della funzione di Schechter (Wilson e al., 1996).

La possibilità di attribuire le caratteristiche della distribuzione all'interazione di componenti diverse regolata dall'ambiente, richiede la conoscenza della FL specifica $\varphi_T(M)$.

2.6.2 La FL specifica

Dal punto di vista della FL specifica, i tipi di Hubble si dividono in due gruppi principali: le galassie ellittiche, le S0, le spirali e con buona probabilità le irregolari, posseggono una $\varphi_T(M)$ limitata sia dal lato brillante che da quello debole, le galassie nane (dE e dS0) hanno un profilo esponenziale limitato sul lato brillante ma non su quello debole (fig.2.2).

Entrando nel dettaglio, le E e le S0 popolano un intervallo di magnitudini che va da -23 a $-15 M_{BT}$; le ellittiche giganti cD possono arrivare a $-24 M_{BT}$ ma sono presenti in numero molto limitato (in media due o tre in un ammasso ricco).

Le galassie a spirale con magnitudine compresa tra -22 e -15 possono essere modellate da una gaussiana con un massimo intorno a $-18.5 M_{BT}$ ed una dispersione $\sigma \simeq 1.5$ magnitudini. A loro volta queste ultime possono essere suddivise nei vari sottotipi di Hubble (Sa+Sb, Sc, Sd+Sm) la cui luminosità media decresce lungo la sequenza (Sandage e al., 1985).

Il numero di galassie irregolari cresce a partire da $-18 M_{BT}$ ed ha un massimo

intorno a -16 . Tuttavia, a causa dei limiti di completezza dei campioni, non è possibile stabilire se la loro distribuzione sia o meno limitata dal lato debole. Se da una parte il fatto di considerarle come spirali che a causa della massa ridotta non hanno sviluppato i bracci le fa ricadere nel gruppo delle E, S \emptyset e S, il fatto che la loro luminosità media sia notevolmente inferiore e la difficoltà con cui le Irr più deboli si distinguono dalle dE fa sì che esse contribuiscano a determinare la parte esponenziale della FL.

Il lato debole è composto di galassie dE e dS \emptyset che si distinguono dai loro parenti ‘giganti’ per la ridotta brillantezza superficiale. Queste due classi hanno un profilo ben rappresentato dalla funzione di Schechter e divergente per magnitudini crescenti.

Fino ad oggi non sono state evidenziate differenze significative nella $\varphi_T(M)$ dei diversi tipi al variare delle condizioni ambientali. I dati sono ancora pochi in quanto questo tipo di studi richiede osservazioni con un notevole grado di completezza ed una elevata risoluzione angolare al fine di separare le diverse classi morfologiche, ma se ciò risultasse vero la sola relazione densità-tipo morfologico potrebbe spiegare le differenze osservate nella FL tra ammassi e campo e più in generale tra zone di diversa densità, in quanto la combinazione delle FL specifiche è in grado di riprodurre la FL generale osservata nei diversi ambienti (Andreon, 1998).

È il caso di sottolineare che i dati si fanno tanto più incerti quanto più ci si avvicina ai limiti di completezza del campione: l’esatta classificazione morfologica diventa impossibile e un’intera classe di galassie con brillantezza superficiale molto bassa può sfuggire agli strumenti di rivelazione.

2.7 Il rapporto tra i dati sperimentali e le caratteristiche della FL

Le caratteristiche della funzione di luminosità delle galassie sono ancora oggi oggetto di dibattito: se da una parte un notevole sforzo è stato dedicato a ricavare un'espressione analitica valida sia per gli ammassi che per il campo, dall'altra molti lavori hanno cercato di determinare le differenze nella FL dovute alla morfologia degli ammassi, alle caratteristiche ambientali e agli altri parametri fisici in gioco.

Indubbiamente, l'esistenza di una relazione universale non è semplice da spiegare. Ad esempio, se come sostengono alcuni autori la formazione di una galassia gigante cD in un ammasso avviene attraverso un processo di 'cannibalizzazione' delle galassie meno brillanti, dovremmo riscontrare una correlazione tra la FL e la classificazione di Bautz-Morgan basata sul contrasto tra il membro più luminoso di un ammasso e le altre galassie brillanti.

Da uno studio di 12 ammassi ricchi, Dressler (1978) concluse che M^* varia significativamente dall'uno all'altro ed è correlata con la magnitudine della galassia più brillante. Lugger (1986), studiando un campione di 9 ammassi di Abell¹⁰, ha invece trovato dei valori per M^* e α in accordo con quelli di Dressler e di Schechter (1976) ma nessuna evidenza di una correlazione con la morfologia dell'ammasso, la densità o la magnitudine del membro più luminoso. Colless (1989) ha ottenuto un risultato analogo esaminando un altro campione di 14 ammassi, che limiterebbe le fluttuazioni di M^* entro 0.4 magnitudini ed a 0.15 quelle di α , determinando al più l'esistenza di una lieve correlazione tra M^* e la dispersione di velocità dell'ammasso.

I lavori appena menzionati così come molti altri dello stesso genere, presentano

¹⁰Gli ammassi di Abell sono così chiamati in quanto sono stati individuati da G.O. Abell sulle lastre della POSS I.

problemi di fondo che sono stati spesso sottovalutati: in primo luogo gli studi meno recenti quali quello di Dressler non utilizzano una misura consistente del raggio dell'ammasso né della magnitudine limite nel confrontare le FL; inoltre in diversi casi il campione in esame è costituito da ammassi di Abell, o soltanto dai più ricchi di tali ammassi. Siccome il campione di Abell è stato scelto con una procedura che introduce dei criteri di selezione (ad esempio gli ammassi dominati da una galassia cD sono favoriti in quanto più facili da individuare), non è detto che da esso si possano dedurre le proprietà generali degli ammassi di galassie. Infine questi lavori fanno uso, per eliminare dai dati le galassie del fondo, dei conteggi di galassie di campo ottenuti da altri autori con diversi sistemi fotometrici. Questo può produrre degli errori sistematici dovuti alle diverse calibrazioni tra i dati da cui si ricava la FL e quelli utilizzati per i conteggi del fondo.

D'altronde in letteratura non sono rari i casi in cui autori diversi, utilizzando lo stesso campione o addirittura gli stessi dati (nel senso del campione acquisito con gli stessi strumenti), giungono a conclusioni contrapposte; esistono articoli in cui si dimostra che i risultati in apparenza discordanti di due lavori sono essenzialmente dovuti alla diversa calibrazione dei dati, alle tecniche di analisi impiegate o alle fonti da cui sono tratti i parametri utilizzati in tale analisi piuttosto che a delle reali differenze fisiche.

Tutto ciò mira a sottolineare l'importanza di una buona conoscenza delle caratteristiche dei dati che sono alla base di un lavoro di ricerca e di una comprensione accurata di tutti i fattori che intervengono nel processo di analisi. Le conclusioni che si traggono dal confronto tra differenti campioni devono essere basate su dati il più omogenei possibile tra di loro in cui le tecniche di analisi non abbiano introdotto effetti di selezione diversi tra l'uno e l'altro.

Capitolo 3

Il Progetto CRoNaRio

3.1 La ‘Second Palomar Observatory Sky Survey’

I cataloghi, intesi come descrizioni sistematiche di oggetti astronomici che soddisfano determinati criteri di selezione, sono un elemento essenziale dell’astronomia osservativa. In particolare negli studi di natura statistica e in quelli che richiedono l’analisi delle proprietà di una classe di oggetti che si estende su un arco di molte magnitudini, l’impiego di cataloghi in cui tutti i dati sono stati ottenuti con lo stesso sistema di rivelazione e di analisi consente di ottenere misure omogenee per tutto il campione.

Il materiale ideale da cui ricavare un catalogo è costituito dalle ‘surveys’: raccolte di immagini del cielo in determinati colori¹, che rispettano criteri di omogeneità prestabiliti. Un esempio di tali surveys è rappresentato dalla ‘Palomar Observatory Sky Survey’ (POSS I) realizzata negli anni ’50 dall’osservatorio di monte Palomar che raccoglie lastre fotografiche dell’intero emisfero settentrio-

¹Il termine ‘colore’ si riferisce alla banda fotometrica, intesa come combinazione di filtri e emulsione fotografica.

nale della sfera celeste, ottenute in due bande fotometriche: rosso (103a-E) e blu (103a-O). Dalle immagini della POSS I G.O. Abell (1957) ricavò il catalogo di ammassi che portano il suo nome.

Nel 1985 l’osservatorio di monte Palomar ha dato inizio ai lavori per la realizzazione della ‘Second Palomar Observatory Sky Survey’ (POSS II) (Reid e al.,1991). La POSS II raccoglie 894 campi fotografici celesti spazati di 5° l’uno dall’altro, in modo da coprire tutto l’emisfero settentrionale (fig.3.1). Le immagini, ottenute utilizzando il telescopio Oschin Schmidt da 48 pollici (1.2 m), coprono ciascuna un’area celeste di $6.6^\circ \times 6.6^\circ$ in tre bande fotometriche: blu (IIIa-*J*+GG 395), rosso (IIIa-*F*+RG 610) e vicino infrarosso (IV-*N*+RG 9), con lunghezza d’onda efficace rispettivamente di 4800, 6500 e 8500 Å (fig.3.3) e magnitudine limite per oggetti puntiformi circa pari a $22.5m_J$, $21.5m_F$ e $19.5m_N$. Oltre ad avere una migliore risoluzione (260 linee mm^{-1} contro 90 linee mm^{-1}) (fig.3.2) ed una maggiore sensibilità della POSS I, le lastre posseggono nell’angolo sud-ovest, 16 punti di calibrazione che permettono di derivare la curva di conversione densità-intensità; tale operazione è resa necessaria dal fatto che il flusso luminoso che raggiunge una lastra fotografica modifica la densità dell’emulsione ed è necessario riconvertire la misura di densità eseguita sulla lastra in una misura di flusso.

Per rendere possibile l’analisi delle immagini della POSS II con le moderne tecnologie informatiche, il California Institute of Technology (Caltech) e lo Space Telescope Science Institute (ST ScI) stanno procedendo alla digitalizzazione delle lastre fotografiche. Ogni lastra viene suddivisa in 23040×23040 pixels con una risoluzione di 1 arcsec pixel^{-1} (confrontabile con la risoluzione spaziale media delle lastre) in modo da coprire un’area pari a circa $6.4^\circ \times 6.4^\circ$; ciò consente di conservare una regione di sovrapposizione tra lastre adiacenti sufficientemente estesa e al contempo di eliminare i bordi delle lastre dove la qualità delle immagini è scadente. I 3 TB di dati risultanti (1 GB/lastra) costituiscono la Digitized

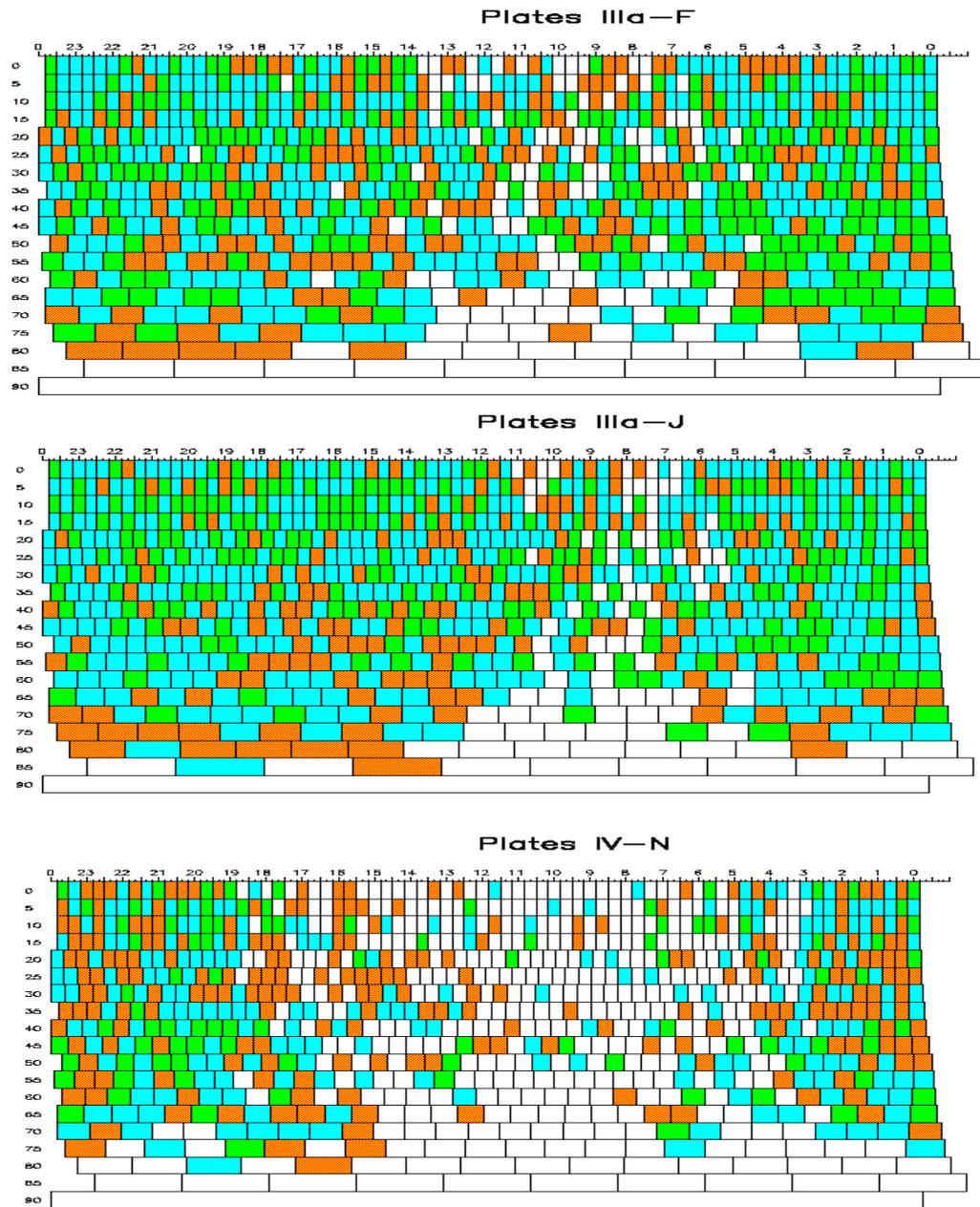


Figura 3.1 : Lo stato di acquisizione dei campi coperti dalla POSS II alla fine del 1996; i colori si riferiscono alla qualità delle immagini: *verde*=elevata, *blu*=media, *rosso*=bassa.

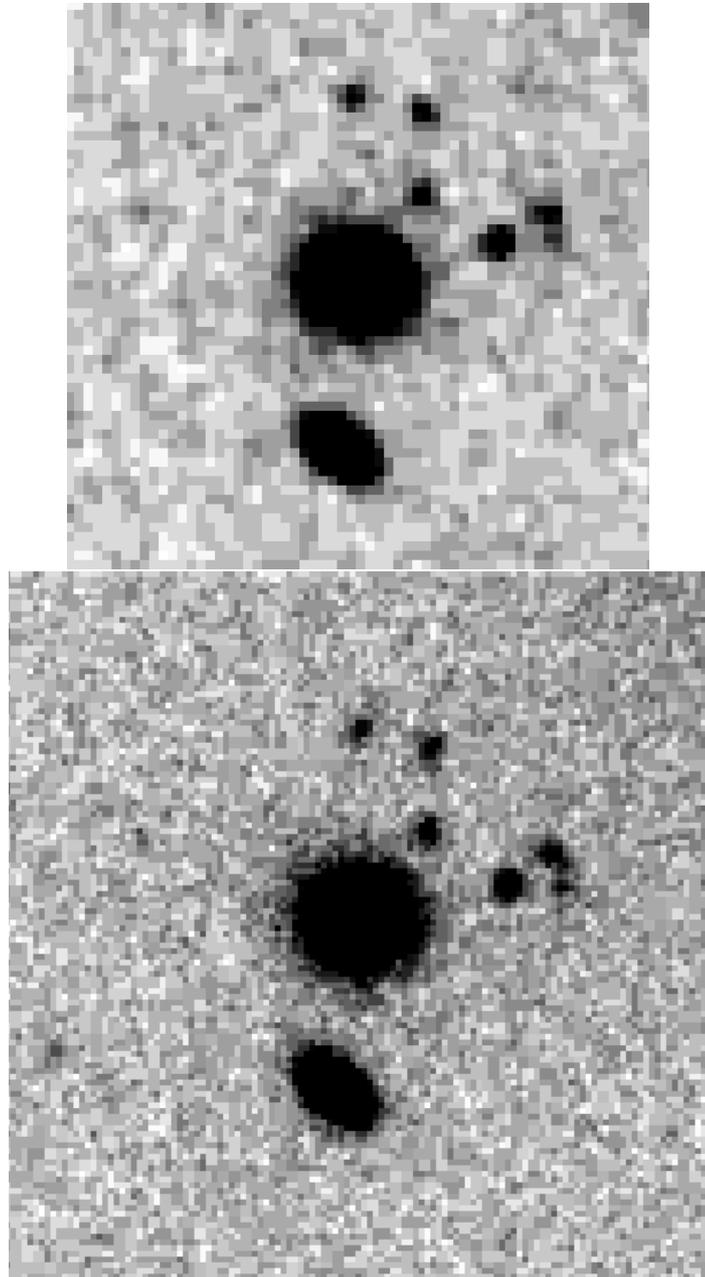


Figura 3.2 : Il confronto tra la risoluzione delle lastre digitalizzate della POSS I e quella della POSS II. (Andreon e al., 1997)

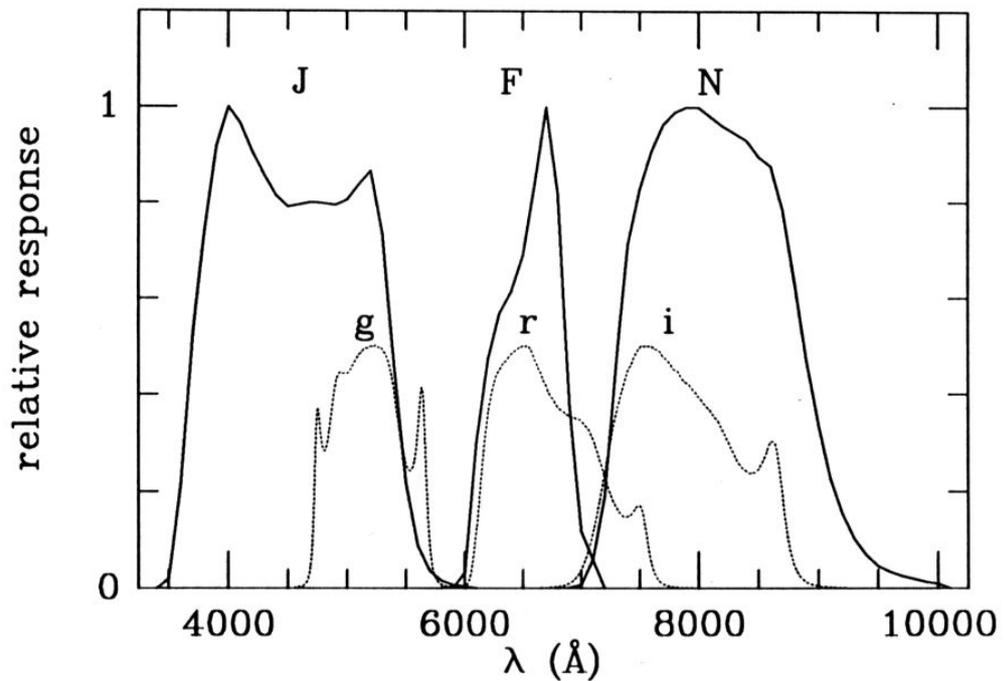


Figura 3.3 : Le bande passanti dei sistemi fotometrici impiegati nella POSS II e delle relative bande di calibrazione.

Second Palomar Observatory Sky Survey (DPOSS II). Si ritiene che l'acquisizione delle lastre ed il processo di digitalizzazione dovrebbero essere completi al 90% per la fine del 1997.

3.2 Il progetto CRoNaRio

L'estrazione della grande quantità di dati contenuti nelle lastre dalla POSS II richiede l'impiego di tecnologie mediante le quali è possibile ottimizzare la rivelazione degli oggetti presenti sulle lastre fotografiche.

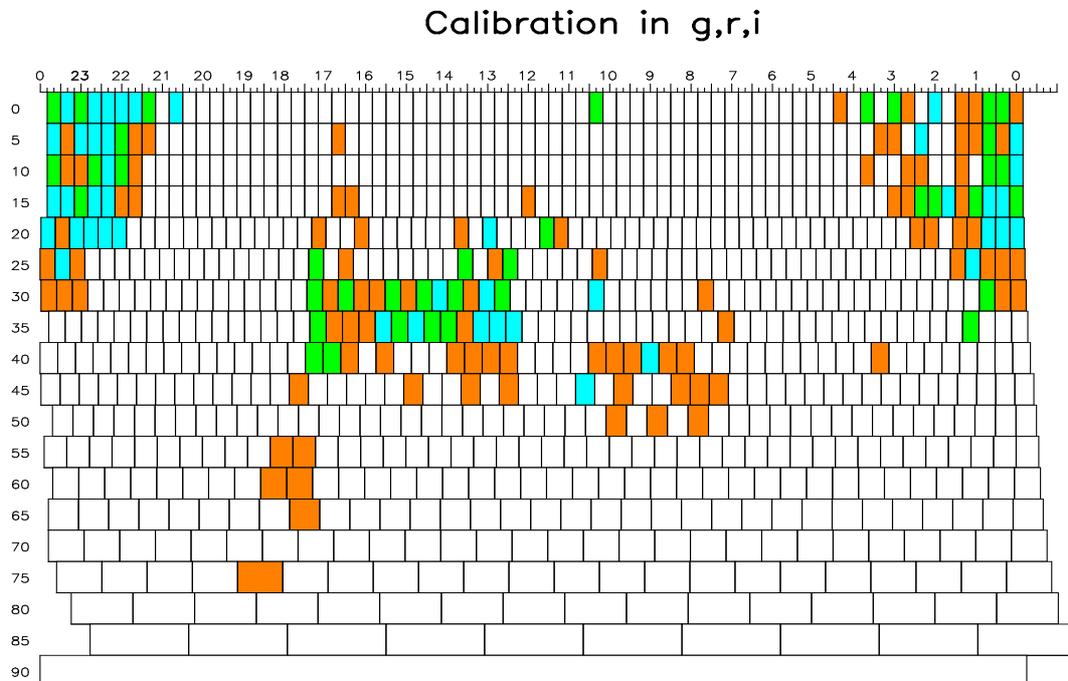


Figura 3.4 : Lo stato di acquisizione delle immagini CCD per la calibrazione alla fine del 1996; i colori si riferiscono ai filtri disponibili.

Il progetto **CRoNaRio** consiste in una collaborazione tra il Caltech, l'osservatorio di Monte Porzio, l'Osservatorio di Capodimonte e l'Osservatorio Nazionale di Rio de Janeiro finalizzata alla compilazione del 'Palomar Northern Sky Catalog' (PNSC). Una volta completo, il catalogo raccoglierà informazioni fotometriche e geometriche relative a tutti gli oggetti presenti sulle lastre fotografiche digitalizzate della POSS II; in totale esso conterrà più di 5×10^7 galassie e 2×10^9 stelle, con un'accuratezza nella classificazione pari a $\simeq 90\%$ entro la 21^a magnitudine nel blu.

Il processo di produzione del catalogo è il risultato di due fasi distinte: la riduzione delle lastre digitalizzate e la calibrazione fotometrica. Nella prima fase

il software SKICAT (Sky Image Cataloging and Analysis Sistem) viene utilizzato per creare un catalogo di oggetti da una survey di immagini sovrapposte; la riduzione di ciascuna lastra richiede circa 12 ore di tempo macchina². Nella fase di calibrazione assoluta si utilizzano, per ogni lastra, immagini CCD di campi selezionati, appositamente ottenute con telescopi della classe di 1 m. Tali ‘frame’ vengono impiegati per derivare le magnitudini assolute di oggetti in comune con le lastre.

In particolare, nell’ambito di **CRoNaRio**, i frame CCD vengono acquisiti nelle bande g , r e i del sistema di Gunn e Thuan (Thuan e Gunn, 1976) (fig.3.2, 3.4). Tale procedimento permette di ottimizzare la determinazione delle proprietà fotometriche degli oggetti contenuti nei cataloghi e dei parametri impiegati per la classificazione (Weir e al., 1995).

3.3 Il processo di riduzione delle lastre

SKICAT è un software che esegue una sequenza di operazioni automatizzate sotto la supervisione umana: analisi dell’immagine, rivelazione degli oggetti, misura delle caratteristiche geometriche e fotometriche di ciascun oggetto, splitting, trasformazione astrometrica, classificazione. Esso fa uso delle routines di FOCAS (Faint Object Classification and Analysis System; Jarvis e Tyson, 1981) ottimizzate per le caratteristiche delle lastre della POSS II, e di una serie di routines aggiuntive appositamente sviluppate al Caltech.

3.3.1 Struttura dell’immagine

L’informazione fotometrica che raggiunge la lastra fotografica viene immagazzinata attraverso un processo che modifica le caratteristiche chimico-fisiche del-

²Parametri riferiti a stazioni dedicate Sun Ultra Sparc 1, con 256 Mbyte di RAM.

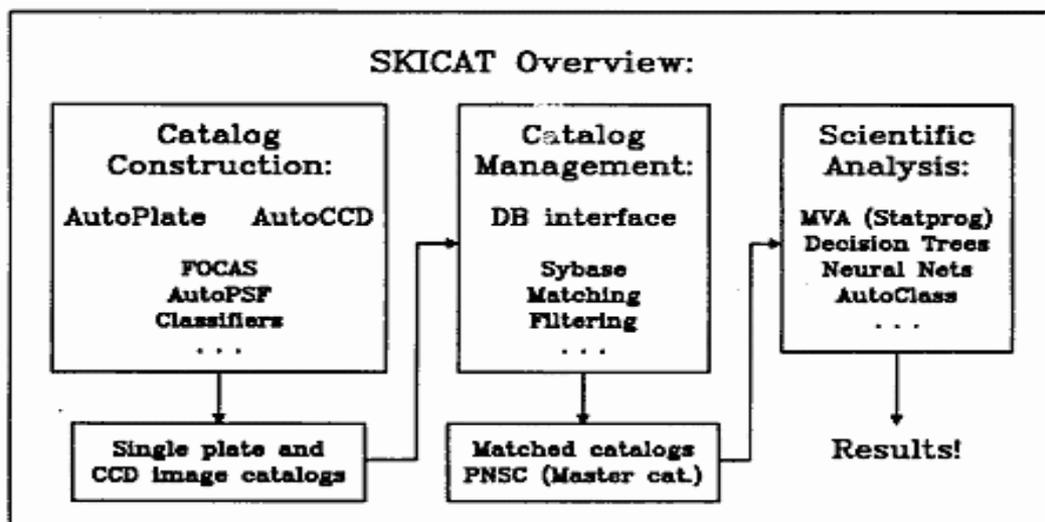


Figura 3.5 : La struttura di SKICAT

l'emulsione. L'intervallo di intensità entro cui la risposta della lastra è lineare è limitato da una soglia inferiore e da una superiore in quanto la densità non varia in modo lineare con il segnale ricevuto: i segnali troppo deboli non sono sufficienti a produrre alcun effetto sulla lastra, mentre quelli troppo forti determinano la saturazione dell'emulsione, a causa della quale un ulteriore aumento del segnale non produce alcun effetto. Per conoscere la funzione di risposta dell'emulsione SKICAT esegue una misura dei valori estremi della densità dell'emulsione e, attraverso gli indicatori di densità presenti su ciascuna lastra, determina la curva di conversione densità-intensità, parametrizzata come:

$$\log I = \frac{P(D)}{(D_S - D) \times (D_T - D)} \quad (3.1)$$

dove $P(D)$ è una funzione polinomiale della densità, D_S e D_T sono, rispettivamente, la densità di saturazione e quella del cielo (fig.3.6). Dopo aver suddiviso la lastra in 13×13 immagini (footprints) di 2048×2048 pixels, SKICAT gene-

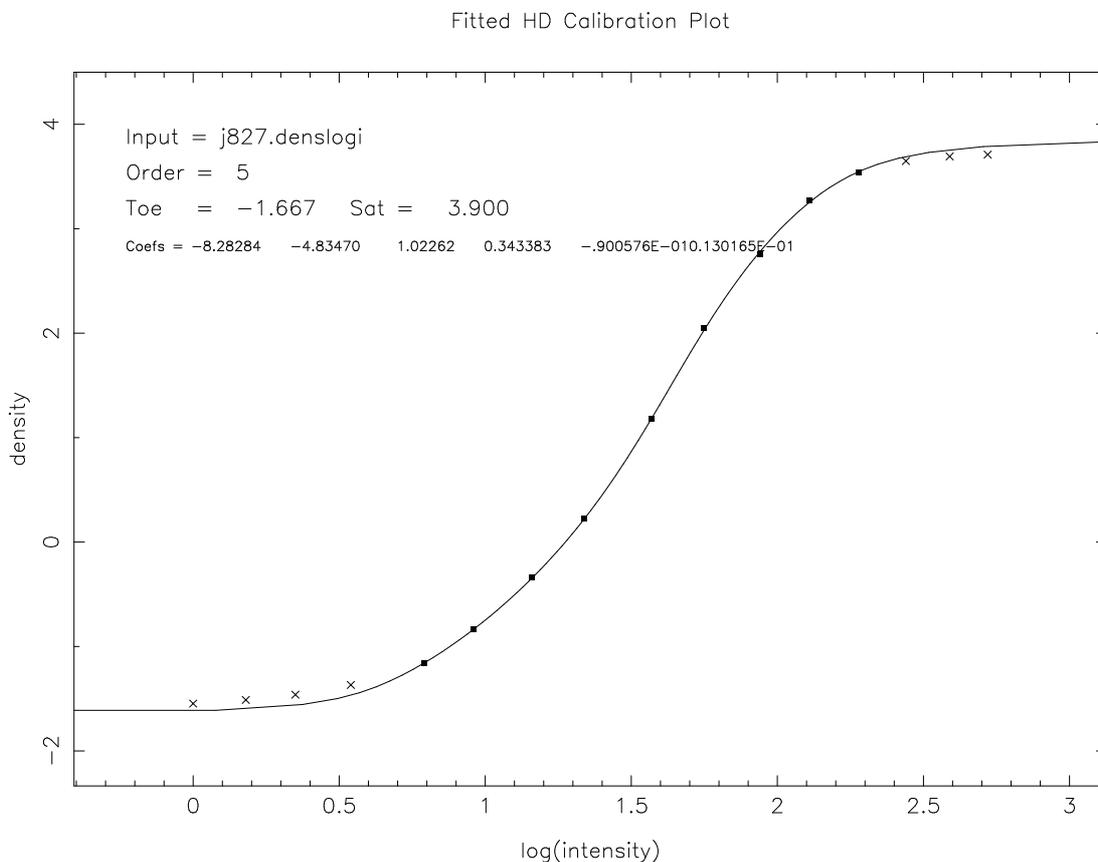


Figura 3.6 : La curva di conversione densità-intensità della lastra j827.

ra una rappresentazione in scala 1:64 della lastra da cui ricava l'andamento del fondo lastra³, che verrà poi sottratto all'immagine iniziale. Queste operazioni consentono di rendere uniformi, in prima approssimazione, le caratteristiche dell'immagine attraverso la lastra.

³Il fondo è dovuto ai gradienti introdotti dal processo di deposizione dell'emulsione, dallo sviluppo, dalla luce diffusa, da effetti di 'vignetting' causati dalle ottiche, ecc...

3.3.2 Rivelazione degli oggetti

Per ciascun footprint viene eseguita una nuova e più accurata determinazione del fondo cielo locale utilizzando i valori calcolati in precedenza. SKICAT attribuisce la qualifica di oggetto ad ogni serie di almeno 6 pixels adiacenti la cui intensità superi il valore del cielo di un fattore prestabilito. Tale fattore determina il valore dell'isofota⁴ di rivelazione e viene calcolato sulla base di un algoritmo che tiene conto delle caratteristiche dell'immagine nei pressi di ciascun oggetto, in modo tale che la capacità di rivelazione resti costante attraverso la lastra e non dipenda dalle proprietà locali. Il processo di rivelazione è completo fino a 21.5 mag in g , 20.5 mag in r e 20.0 mag in i (fig.3.4).

3.3.3 Misura delle caratteristiche

Per ciascun oggetto rivelato vengono misurati oltre 30 parametri; in particolare: magnitudini strumentali, caratteristiche geometriche, attributi specifici, parametri di classificazione.

- Le magnitudini strumentali vengono determinate utilizzando l'espressione $m = 30.0 - 2.5 \log L$, in cui L è la somma delle intensità dei singoli pixel a cui è stata sottratta l'intensità del cielo.

Magnitudine totale: si ottiene aumentando l'area dell'oggetto in tutte le direzioni, un pixel alla volta, fino ad includere una superficie doppia di quella originale; in questo modo si ottiene una misura prossima alla magnitudine totale asintotica dell'oggetto e indipendente dal suo profilo di luminosità.

Magnitudine isofotale: è data dalla somma delle intensità dei pixel inclusi entro l'isofota di rivelazione.

⁴Si definisce 'isofota' il luogo geometrico dei punti con una determinata brillantezza superficiale

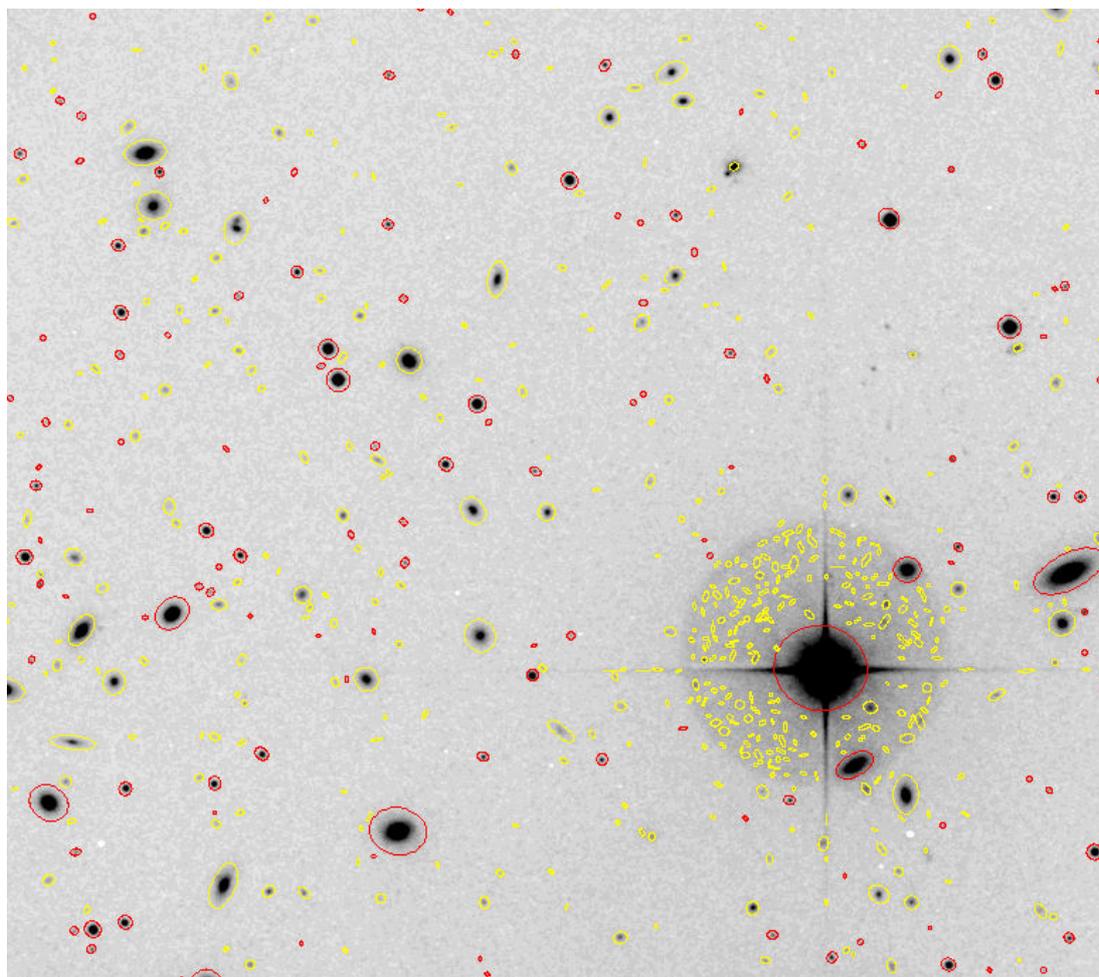


Figura 3.7 : Il risultato del processo di rivelazione e di classificazione di SKICAT: i cerchi rossi rappresentano le stelle, quelli gialli le galassie. Sono evidenti le rivelazioni fittizie dovute al processo di splitting applicato alle stelle sature ed i problemi di classificazione per gli oggetti brillanti che rendono necessaria la successiva fase di analisi e ‘ripulitura’ dei cataloghi.

Magnitudine di apertura: include i pixel entro un raggio di 5 secondi d'arco dal centro dell'oggetto.

Magnitudine del 'core': rappresenta l'intensità dei 3×3 pixel più brillanti.

- Le caratteristiche geometriche vengono ricavate dal profilo fotometrico di ciascun oggetto.

XC, YC: coordinate del centro dell'oggetto espresse in pixel.

Area: somma dei pixel contenuti entro l'isofota di rivelazione.

Ellitticità: è data dall'espressione $1 - b/a$ in cui a e b sono rispettivamente la dimensione dell'asse maggiore e di quello minore dell'oggetto.

Angolo di posizione: l'angolo che forma l'asse maggiore rispetto alla direzione Nord ruotando verso Est.

- Gli attributi specifici permettono di ricostruire una serie di informazioni aggiuntive che possono rivelarsi utili criteri di selezione relativi alle caratteristiche della lastra nelle vicinanze dell'oggetto o al processo di rivelazione e di analisi

Entry: numero progressivo di identificazione per ciascuna 'footprint'.

Subentry: numero progressivo assegnato dal processo di 'splitting'⁵.

Flags: assumono il valore 0 o 1 a seconda che l'oggetto possieda o meno una determinata proprietà. In particolare: oggetto al bordo della lastra, classificazione con problemi o forzata, presenza di pixels saturati, oggetto su cui non è stato eseguito lo 'splitting'.

- I parametri di classificazione raccolgono informazioni geometriche e fotometriche utili al processo di classificazione nonché i risultati dello stesso.

⁵Vedi par. seguente

Stellar locus: è un attributo che serve a distinguere le stelle dalle galassie ed ha l'espressione

$$S = \frac{A}{\log[L_{core}/(9 \times I)]} \quad (3.2)$$

in cui A è l'area dell'oggetto, L_{core} la luminosità dei 3×3 pixel più brillanti e I l'intensità media dell'isofota di rivelazione.

Classificazione di FOCAS: rappresenta la classificazione di FOCAS (s=oggetto saturo, m=oggetto splittato, n=rumore, g=galassia).

Probabilità di FOCAS: affidabilità della classificazione di FOCAS.

Classificazione di SKICAT: classificazione di SKICAT ottenuta mediante 'alberi decisionali'.

Probabilità di SKICAT: affidabilità della classificazione di SKICAT.

I parametri appena menzionati costituiscono un sottoinsieme di quelli determinati da SKICAT, tra i quali figurano anche la luminosità del cielo nelle prossimità dell'oggetto, il valore della PSF⁶ locale, i momenti del raggio dei primi quattro ordini pesato sull'intensità (tab.3.1).

3.3.4 Splitting

Il processo di rivelazione e misura viene ripetuto su ciascun oggetto scegliendo soglie di rivelazione sistematicamente più alte, in modo da isolare gli eventuali picchi di luminosità presenti all'interno dell'oggetto originale. SKICAT assegna uno stesso numero di identificazione (Entry) a ciascun oggetto originale ed a tutti i 'figli' ottenuti con questa procedura; inoltre assegna ad ogni figlio un numero di identificazione progressivo (Subentry) aggiungendo una cifra ad ogni ordine di

⁶La 'Point Spread Function' rappresenta il modo con il quale la luce proveniente da una sorgente puntiforme si distribuisce sulla lastra fotografica per effetto della diffusione atmosferica e strumentale.

Parameter	type	bytes	Description
Row	tinyint	1	Footprint row
Col	tinyint	1	Footprint column
EntNum	smallint	2	FOCAS footprint entry number
SubEnt	int	4	FOCAS footprint subentry number
ArPos	int	4	Index into FOCAS areas file
XC	smallint	2	Plate X center from maximum 3x3 pixel integral
YC	smallint	2	Plate Y center from maximum 3x3 pixel integral
RA	real	4	Right ascension in J2000 equinox
Dec	real	4	Declination in J2000 equinox
MCore	smallint	2	Core magnitude (*1000) from maximum 3x3 pixel integral
MAper	smallint	2	Aperture magnitude (*1000)
MTot	smallint	2	Total magnitude (*1000)
MIso	smallint	2	Isophotal magnitude (*1000)
Mag	smallint	2	Calibrated magnitude (initially MTot)
NSBr	smallint	2	Number of pixels used to computed the sky brightness
SBr	real	4	sky brightness at image location
SSBr	real	4	local sky sigma
Ispt	real	4	average intensity along the isophote
SLi	real	4	sigma of sky- subtracted integrated intensity within isophote
Class	char	2	Classification
Prob	tinyint	1	Classification probabily (*100)
Scale	tinyint	1	FOCAS scale (*100)
Frac	tinyint	1	FOCAS fraction (*100)
N_MCore	smallint	2	Normalized MCore (*1000)
N_LArea	smallint	2	Normalized log(Area) (*1000)
N_IR1	smallint	2	Normalized IR1 (*1000)
N_S	real	4	
Area	int	4	isophotal area (pixel units)
TArea	int	4	image area after "growing" of the isophote
XAvg	real	4	average X- width of the image
YAvg	real	4	average Y- width of the image

Tabella 3.1: I parametri determinati da SKICAT per ciascun oggetto rivelato. (I)

ICX	real	4	X intensity weighted centroid
ICY	real	4	Y intensity weighted centroid
IXX	real	4	XX intensity weighted second moment
IXY	real	4	XY intensity weighted second moment
IYY	real	4	YY intensity weighted second moment
IR1	real	4	intensity weighted first moment radius
IR2	real	4	intensity weighted second moment radius
IR3	real	4	intensity weighted third radius
IR4	real	4	intensity weighted fourth moment radius
CX	real	4	unweighted X centroid
CY	real	4	unweighted Y centroid
XX	real	4	unweighted XX second moment
XY	real	4	unweighted XY second moment
YY	real	4	unweighted YY second moment
R1	real	4	Distance to center of plate in pixels (arcsec)
FitXC	real	4	X position in 3x3 KC, YC centered box giving best PSF fit
FitYC	real	4	Y position in 3x3 KC, YC centered box giving best PSF fit
Ellip	smallint	2	Ellipticity (*10000)
PA	smallint	2	Position angle (radians *10000)
AFlg	bit	0	
BFlg	bit	0	
CFlg	bit	0	
DFlg	bit	0	
EFlg	bit	0	
FFlg	bit	0	
LFlg	bit	0	
PFlg	bit	0	
RFlg	bit	0	
SFlg	bit	0	

Tabella 3.2: I parametri determinati da SKICAT per ciascun oggetto rivelato. (II)

‘splitting’ successivo. Il flusso luminoso originale viene suddiviso tra tutti i figli in modo proporzionale al flusso contenuto entro l’isofota relativa alla nuova soglia. Un oggetto che non può essere ulteriormente suddiviso viene marcato ponendo il flag $S=1$.

Questo procedimento consente di separare gli oggetti prossimi presenti sulla lastra senza perdite di informazioni fotometriche.

3.3.5 Trasformazione astrometrica

L’ascensione retta e la declinazione di un oggetto vengono determinate convertendo le coordinate XC , YC del centro attraverso una serie di coefficienti specifici per ciascuna lastra determinati allo STScI. L’accuratezza del procedimento è stimato intorno a 0.5 arcsec entro distanze di un grado.

3.3.6 Classificazione

Sulla base delle caratteristiche misurate SKICAT classifica un oggetto come stella o galassia. Il processo di classificazione si basa sui cosiddetti alberi decisionali: una catena di istruzioni IF... THEN... permettono di determinare la classe di un oggetto a partire dai parametri misurati. SKICAT fa uso di un processo di apprendimento automatizzato per determinare i criteri di selezione: immagini CCD vengono confrontate con le corrispondenti regioni sulle lastre in modo da ‘istruire’ il programma a riconoscere gli oggetti sulla base della classificazione accurata ottenuta nelle immagini ad alta risoluzione. Con questo sistema è possibile ottenere una classificazione delle galassie completa al 90% con il 10% di contaminazione stellare entro la 21^{ma} magnitudine.

3.4 ‘Matched catalogs’ ed estrazione dei dati

Il risultato finale del processo di riduzione consiste in un catalogo contenente tutti gli oggetti presenti su ciascuna lastra con le relative caratteristiche. Attraverso il confronto tra i cataloghi relativi alla stessa regione del cielo nei tre filtri SKICAT può inoltre produrre un catalogo in cui ciascun oggetto figura una sola volta con le sue caratteristiche nelle tre bande fotometriche (‘matched catalog’).

L’accesso ai dati contenuti nei singoli cataloghi o nei ‘matched catalogs’ è agevolata dalla possibilità di effettuare un’estrazione selettiva: l’utente può richiedere le informazioni di cui ha bisogno indicando le lastre e le regioni di cielo che lo interessano, i parametri che vuole estrarre ed i criteri con cui l’estrazione deve essere effettuata, in modo da ottenere un sottoinsieme di facile gestione delle informazioni disponibili nel PNSC.

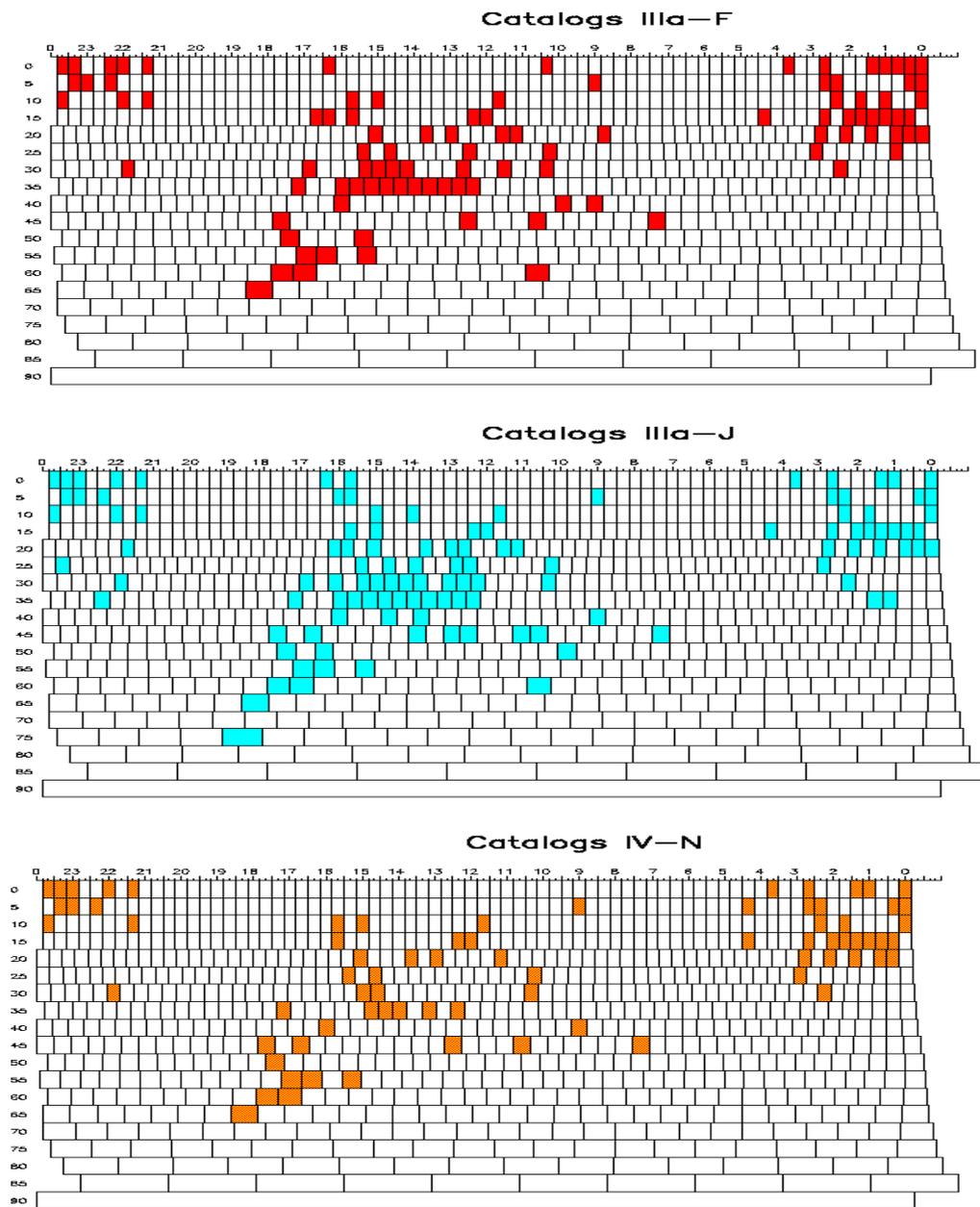


Figura 3.8 : I cataloghi ricavati dalle lastre della POSS II alla fine del 1996.

Capitolo 4

I dati

Le scoperte astronomiche effettuate nella prima metà di questo secolo sono in larga parte dovute all'applicazione delle tecniche fotografiche allo studio del cielo. L'impiego delle lastre fotografiche ha permesso di spingere le ricerche ben oltre i limiti imposti dall'occhio umano sia per quanto riguarda la sensibilità che per quanto concerne l'intervallo spettrale. La luce¹ proveniente dalla sorgente celeste viene raccolta dal telescopio, filtrata, focalizzata sulla lastra fotografica e raccolta dall'emulsione che ne risulta alterata nella sua struttura chimica.

L'immagine fotografica risente però, di una combinazione di effetti fisici e strumentali: la funzione di risposta non lineare, una distribuzione disomogenea dell'emulsione, gli effetti di diffusione prodotti dalle ottiche² del telescopio che disperdono la luce proveniente da una sorgente puntiforme su di un'area finita, creano una dipendenza della capacità di rivelazione dello strumento e delle caratteristiche degli oggetti dalla loro posizione sulla lastra.

¹In senso esteso si intende anche la radiazione appartenente alle regioni non 'visibili' dello spettro.

²Con questo termine si indica il complesso di lenti e specchi che costituiscono gli elementi attivi di un telescopio.

I software di analisi attualmente impiegati in campo astronomico consentono di correggere tali effetti; in particolare SKICAT nella fase di analisi descritta nel capitolo precedente, determina la qualità dell'immagine ed utilizza le informazioni così ottenute durante le successive fasi del processo di riduzione. Nonostante ciò l'impiego di un determinato materiale fotografico richiede (vedi par.2.7) un controllo preliminare che determini la qualità del catalogo finale e i criteri di selezione da adottare nella fase di estrazione dei dati per eliminare gli eventuali contributi residui.

4.1 Le caratteristiche dei cataloghi

L'approccio corretto per determinare le caratteristiche degli oggetti presenti nei cataloghi del PNSC è quello di considerare la posizione di ciascuno di essi all'interno dello spazio dei parametri determinati da SKICAT. Ciò consente di isolare le zone di tale spazio in cui risiedono oggetti con caratteristiche peculiari: in tal modo è possibile separare gli oggetti reali da quelli fittizi erroneamente rivelati durante il processo di riduzione, distinguere le stelle dalle galassie e individuare la presenza di effetti indesiderati. Tuttavia, dato il numero di parametri associati a ciascun oggetto, questo modo di operare risulta di difficile applicazione pratica. L'alternativa consiste nel limitare l'analisi a pochi parametri che riassumono le caratteristiche salienti di un oggetto e ricorrere eventualmente agli altri per confermare le osservazioni basate sui primi.

Una prima suddivisione può essere effettuata in base alla magnitudine totale (m_{tot}) ed alla magnitudine del core (m_{core}); il rapporto tra queste due quantità rappresenta una misura della 'compattezza' di un oggetto: mentre le galassie sono oggetti estesi e diffusi, le stelle sono oggetti puntiformi che devono le loro dimensioni sulla lastra all'effetto della PSF e rappresentano quindi gli oggetti reali più compatti che sia possibile osservare.

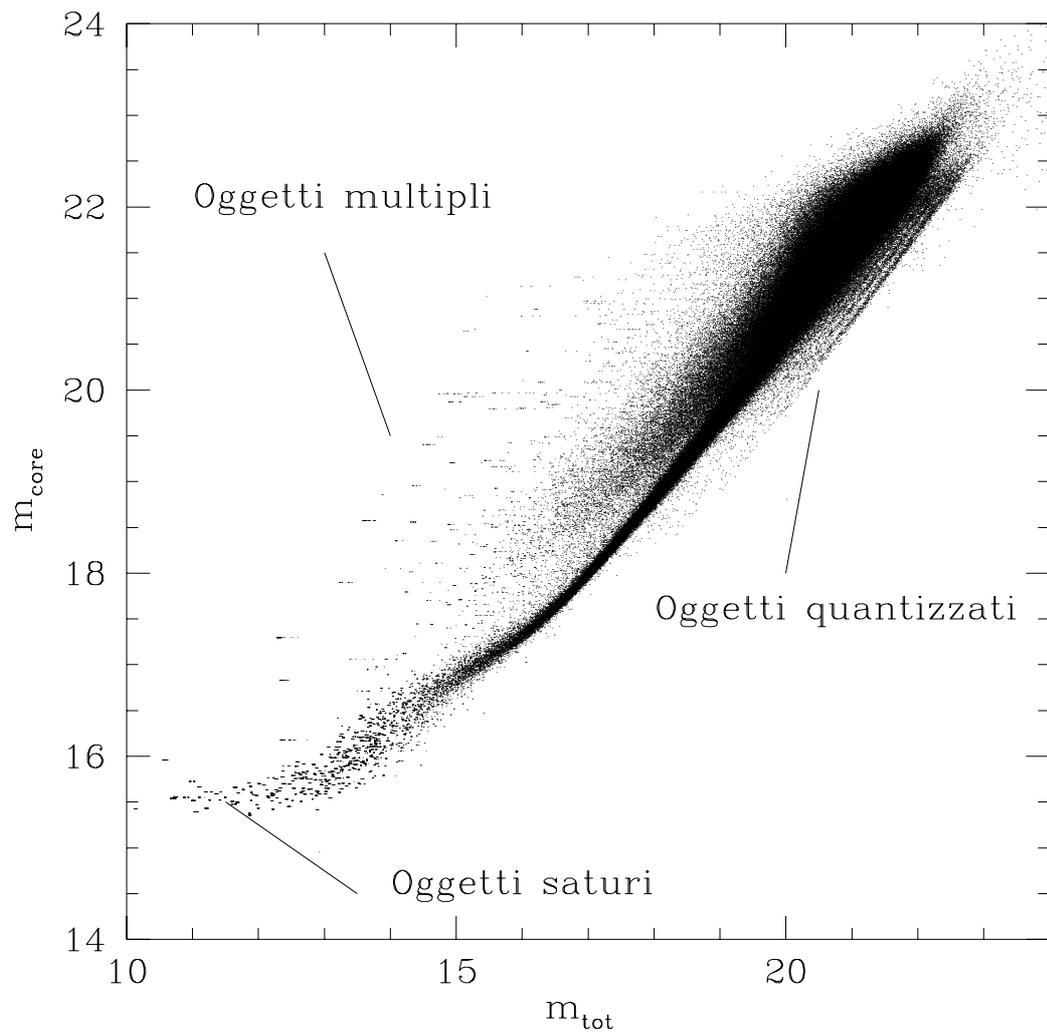


Figura 4.1 : La posizione degli oggetti contenuti nel catalogo POSS II relativo alla lastra j607 nel piano m_{tot} vs m_{core} .

La distribuzione degli oggetti nel piano m_{tot} vs m_{core} (fig.4.1), rispecchia le caratteristiche degli oggetti contenuti nei cataloghi:

- alle basse magnitudini il ramo stellare è facilmente distinguibile dagli oggetti di natura galattica, mentre per luminosità più deboli l'effetto della PSF tende a prevalere sull'estensione reale delle galassie che non sono più separabili dalle stelle;
- l'effetto di saturazione dell'emulsione fotografica si manifesta nell'addensamento degli oggetti brillanti in prossimità del valore di saturazione della m_{core} ;
- le striature che compaiono nella parte sinistra del diagramma rivelano la presenza di gruppi di oggetti caratterizzati dalla stessa m_{core} ;
- sugli oggetti deboli agisce un effetto di quantizzazione delle magnitudini (oggetti quantizzati);
- la sequenza stellare risulta 'allargata' in prossimità del limite di saturazione.

Prenderemo in esame ciascuna di queste caratteristiche singolarmente.

4.1.1 Gli oggetti multipli

Una famiglia di oggetti che posseggano la medesima m_{core} si manifesta nel piano m_{tot} vs m_{core} come una striatura orizzontale, del tipo osservabile nella parte sinistra della fig.4.1. Tali oggetti sono prodotti dalla procedura di 'splitting' che SKICAT applica al fine di separare oggetti prossimi (par.3.3.3): alzando sistematicamente la soglia di rivelazione ogni oggetto viene suddiviso in base ai picchi di luminosità presenti al suo interno. Se l'oggetto 'padre' rivelato al primo stadio della procedura contiene un oggetto brillante reale, almeno uno dei 'figli' prodotto nell'iterazione successiva possiederà la stessa m_{core} essendo centrato

sugli stessi pixel, e una m_{tot} superiore in quanto la luminosità del padre risulterà suddivisa tra i vari figli. In tal modo, il processo iterativo porta alla creazione di una famiglia contraddistinta dalla medesima m_{core} e da una m_{tot} variabile, dovuta alla rivelazione ripetuta dello stesso picco di luminosità (oggetto multiplo). Tutti gli oggetti rivelati durante le varie iterazioni vengono registrati nel catalogo finale e ciò rende necessaria una separazione tra componenti reali e fittizie.

La selezione degli oggetti che non sono ulteriormente scomponibili, contraddistinti da SKICAT col flag S=1, consente di eliminare gli oggetti multipli (fig.4.2). Il catalogo estratto secondo questo criterio contiene un solo oggetto per ciascun picco di luminosità presente sull'immagine e permette di sfruttare in modo ottimale i limiti di risoluzione del complesso lastra fotografica+software.

4.1.2 **Gli oggetti saturi**

L'effetto di saturazione dell'emulsione fotografica determina un valore massimo della luminosità di un pixel. Ciò si riflette nelle caratteristiche degli oggetti brillanti in cui la m_{core} , pari alla magnitudine dei 3×3 pixels più luminosi, non può superare la soglia corrispondente a 9 volte il valore di saturazione del singolo pixel. Nelle figure 4.1 e 4.2 gli oggetti saturi si raccolgono intorno a $15.5 m_{core}$.

È evidente che un oggetto che si trovi in questa regione del diagramma ha perso l'informazione fotometrica proveniente dall'oggetto celeste reale. Inoltre, la presenza di un oggetto brillante saturo produce un aumento del rumore nelle sue vicinanze con la conseguenza che SKICAT rivela un gran numero di oggetti fittizi (fig.3.7) (Weir e al., 1995). Ciò costringe ad escludere dai cataloghi gli oggetti con m_{core} prossima alla soglia di saturazione.

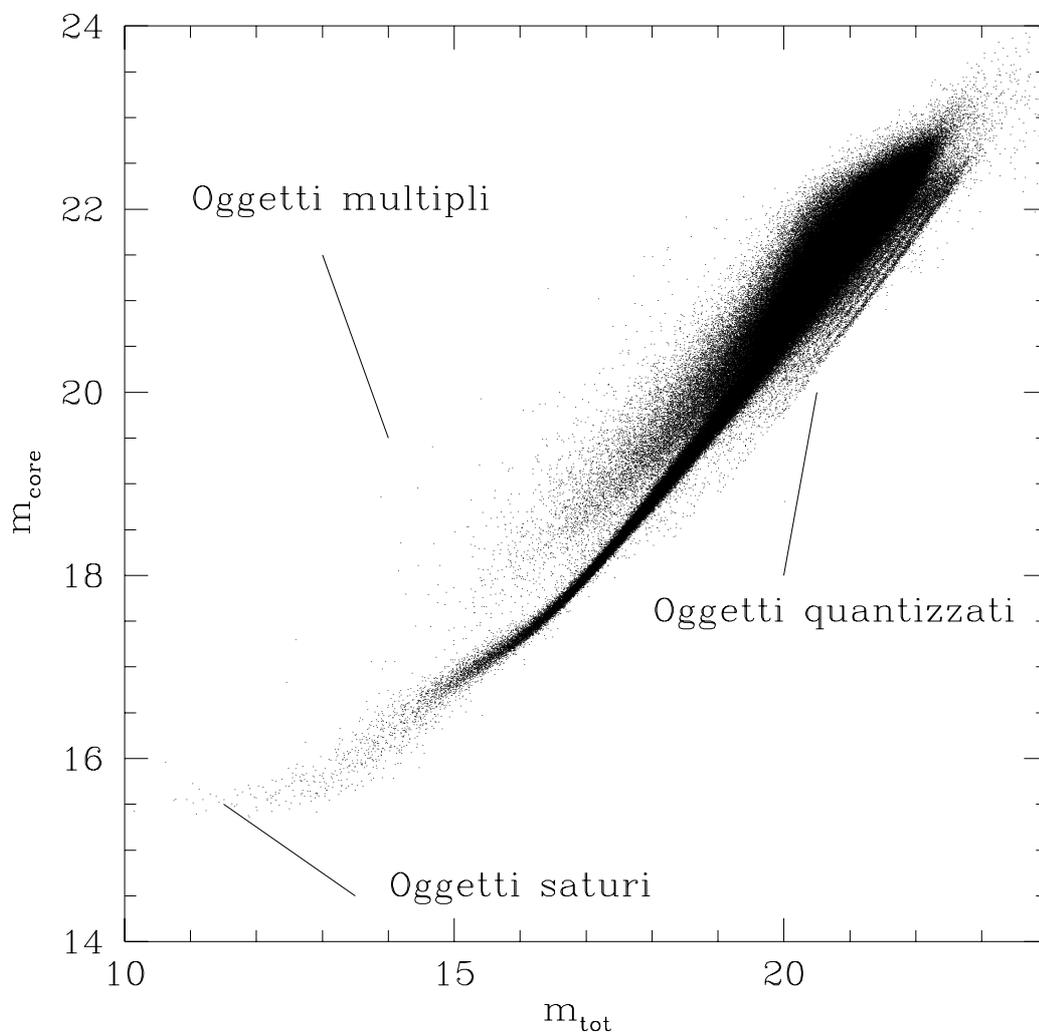


Figura 4.2 : Gli oggetti con il flag S=1 della lastra j607 nel piano m_{tot} vs m_{core} .

4.1.3 Gli effetti di quantizzazione delle magnitudini

La suddivisione di una immagine in elementi discreti (pixel) può determinare effetti di quantizzazione su oggetti poco estesi. Per magnitudini superiori alla

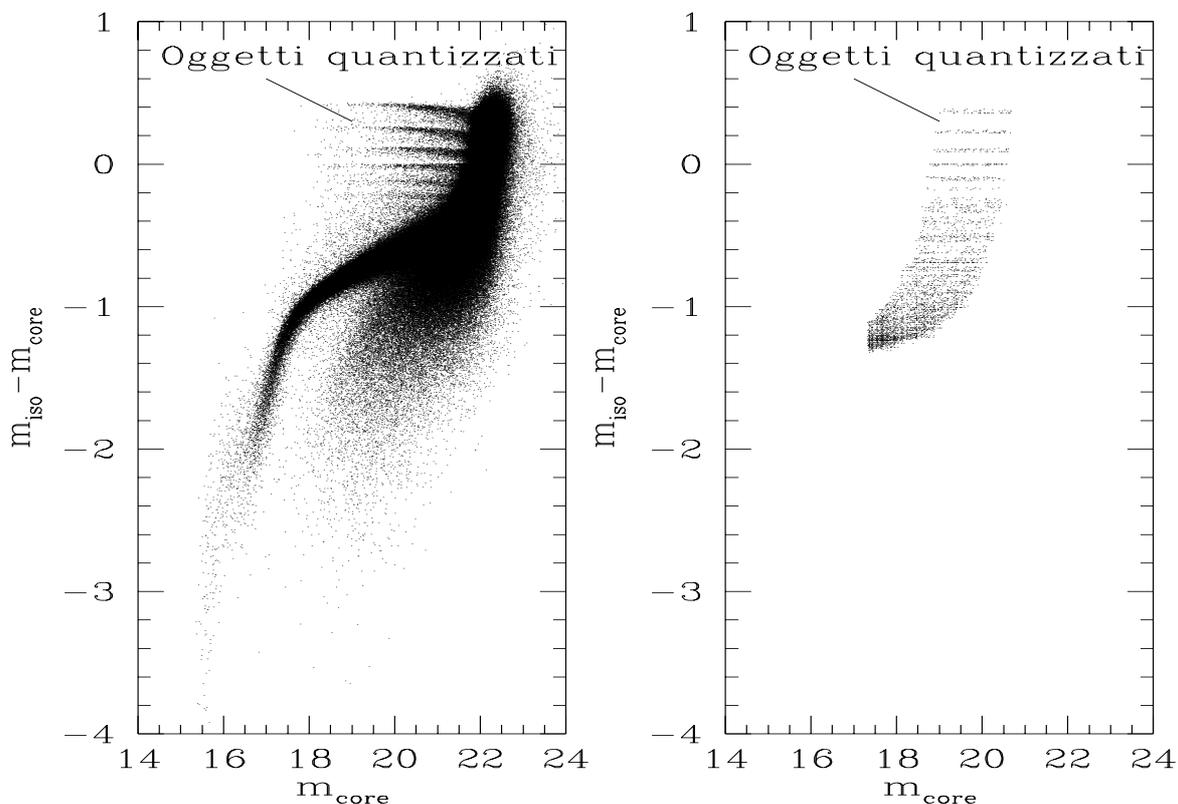


Figura 4.3 : Gli oggetti col flag S=1 della lastra j607 (a sinistra) e quelli simulati (a destra) nel piano m_{core} vs $m_{iso} - m_{core}$.

18^{ma} è possibile osservare (fig.4.2) una categoria di oggetti divisi in bande parallele alla sequenza stellare e con un rapporto m_{core}/m_{tot} inferiore a quello delle stelle. Poichè l'esistenza di oggetti più compatti delle stelle è impossibile, tale categoria è costituita di rivelazioni fittizie introdotte durante il processo di riduzione.

Al fine di verificare se la quantizzazione è dovuta alla struttura granulare dell'emulsione fotografica ed al processo di digitalizzazione che conferiscono una struttura discreta alla distribuzione del segnale sulla lastra, è stata realizzata una simulazione che riproduce il processo di misura delle magnitudini impiegato da

SKICAT.

Sono stati generati una serie di oggetti di profilo gaussiano di ampiezza pari alla PSF dell'immagine fotografica ($\simeq 2''$), scegliendo in modo casuale il valore massimo della gaussiana in modo da simulare la distribuzione in magnitudine degli oggetti presenti sulla lastra. Ciascun oggetto simulato è stato suddiviso in pixel di $1'' \times 1''$ (la dimensione dei pixel DPOSS) e ne sono state misurate la m_{core} come somma dei 3×3 pixels centrali, e la m_{iso} come somma delle intensità dei pixel contenuti entro l'isofota di rivelazione³. Al fine di rendere il risultato quanto più simile possibile al contenuto dei cataloghi, la posizione del centro della gaussiana varia all'interno del pixel centrale in modo da riprodurre il caso reale in cui l'oggetto celeste è decentrato rispetto alla posizione dei pixel.

Gli oggetti simulati sono stati poi confrontati con quelli presenti nei cataloghi nel piano m_{core} vs $m_{iso} - m_{core}$ (fig.4.3). In ambedue le immagini l'effetto di quantizzazione è visibile nella zona del diagramma in cui la differenza $m_{iso} - m_{core}$ è maggiore e l'esatta corrispondenza della spaziatura tra le bande conferma che il fenomeno può essere attribuito ai semplici effetti considerati nella simulazione. La presenza nel catalogo di una componente non quantizzata nella zona superiore del diagramma è dovuta agli oggetti estesi con profilo non gaussiano che, a causa della minore compattezza, risentono in modo trascurabile degli effetti discreti. Questo confronto rivela l'esistenza nei cataloghi di una componente compatta (gaussiana) che risente fortemente della struttura discreta dell'immagine.

Per determinare il modo più opportuno di trattare questa classe di oggetti soffermiamo l'attenzione su quelli con area inferiore 9 pixel⁴ nel piano m_{tot} vs m_{core}

³L'isofota di rivelazione è stata determinata in modo che le magnitudini isofotali degli oggetti simulati abbiano valori prossimi a quelle degli oggetti presenti nel catalogo, e introducendo delle fluttuazioni casuali che simulino l'effetto del rumore.

⁴Si tratta di oggetti con area compresa tra 6 e 8 pixel in quanto SKICAT fissa a 6 pixel l'area minima richiesta nella fase di rivelazione. In realtà la quantizzazione si manifesta anche su oggetti di area maggiore e con magnitudine inferiore alla 21 ma è tanto più rilevante quanto

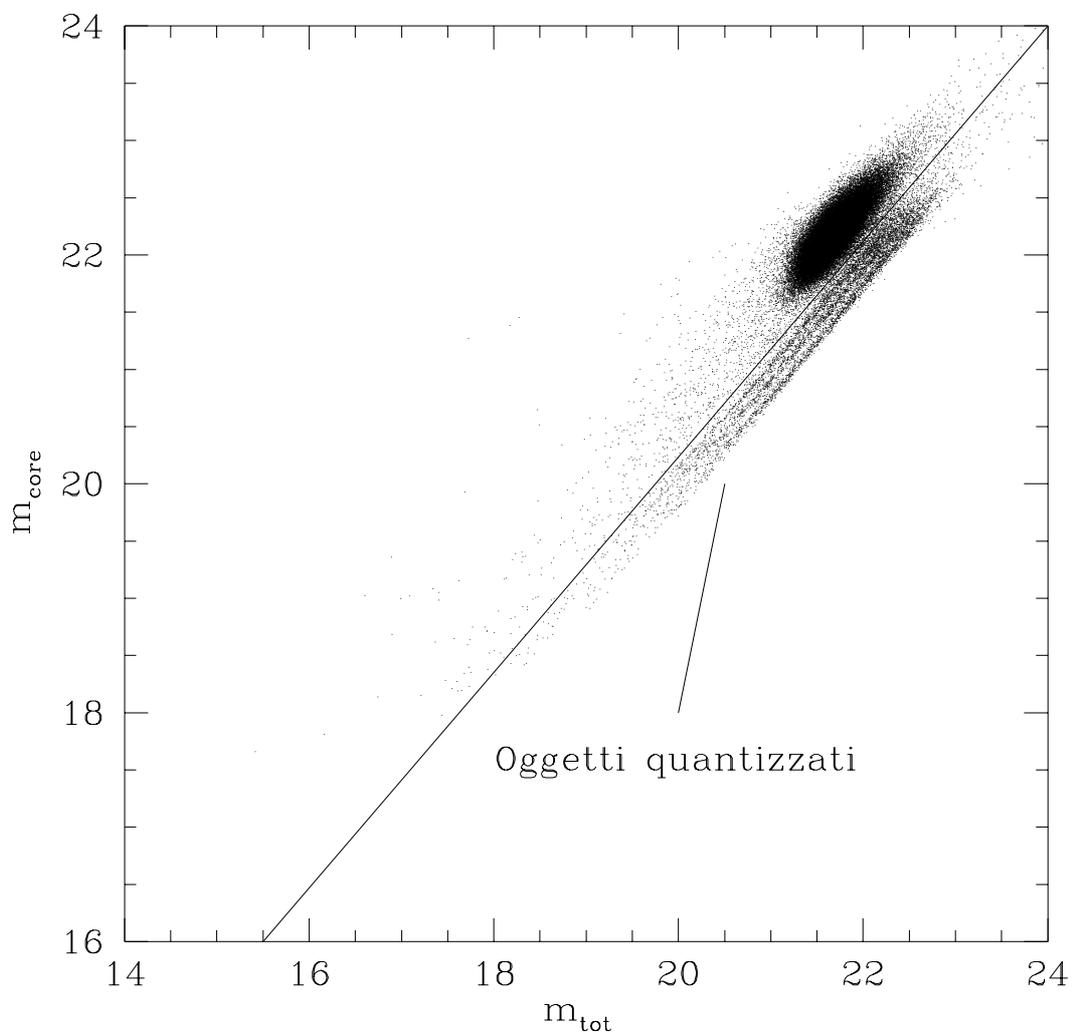


Figura 4.4 : Gli oggetti della lastra j607 con area < 9 pixel; la retta separa la componente quantizzata da quella diffusa.

(fig.4.4). Si evidenziano due componenti: una quantizzata ed una diffusa con un

minore è la superficie.

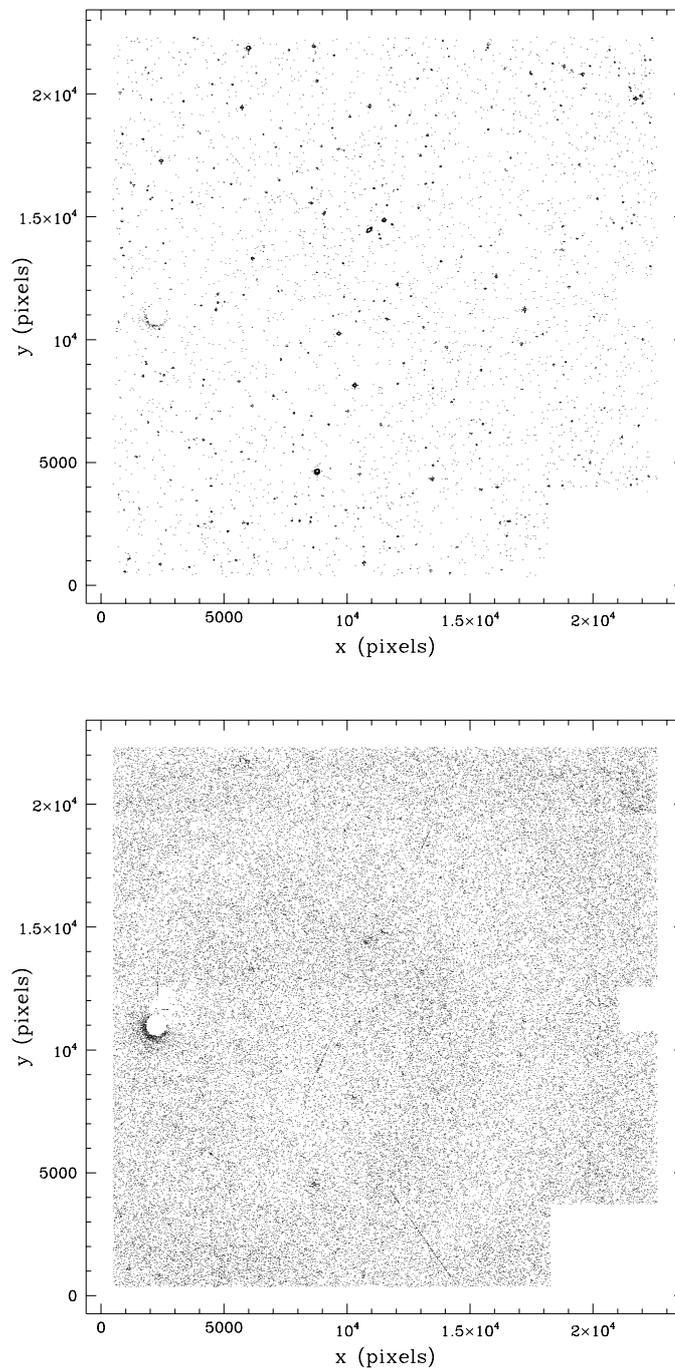


Figura 4.5 : Gli oggetti quantizzati (in alto) risultano raccolti intorno agli oggetti brillanti a differenza della componente diffusa (in basso) che risulta distribuita in maniera più omogenea.

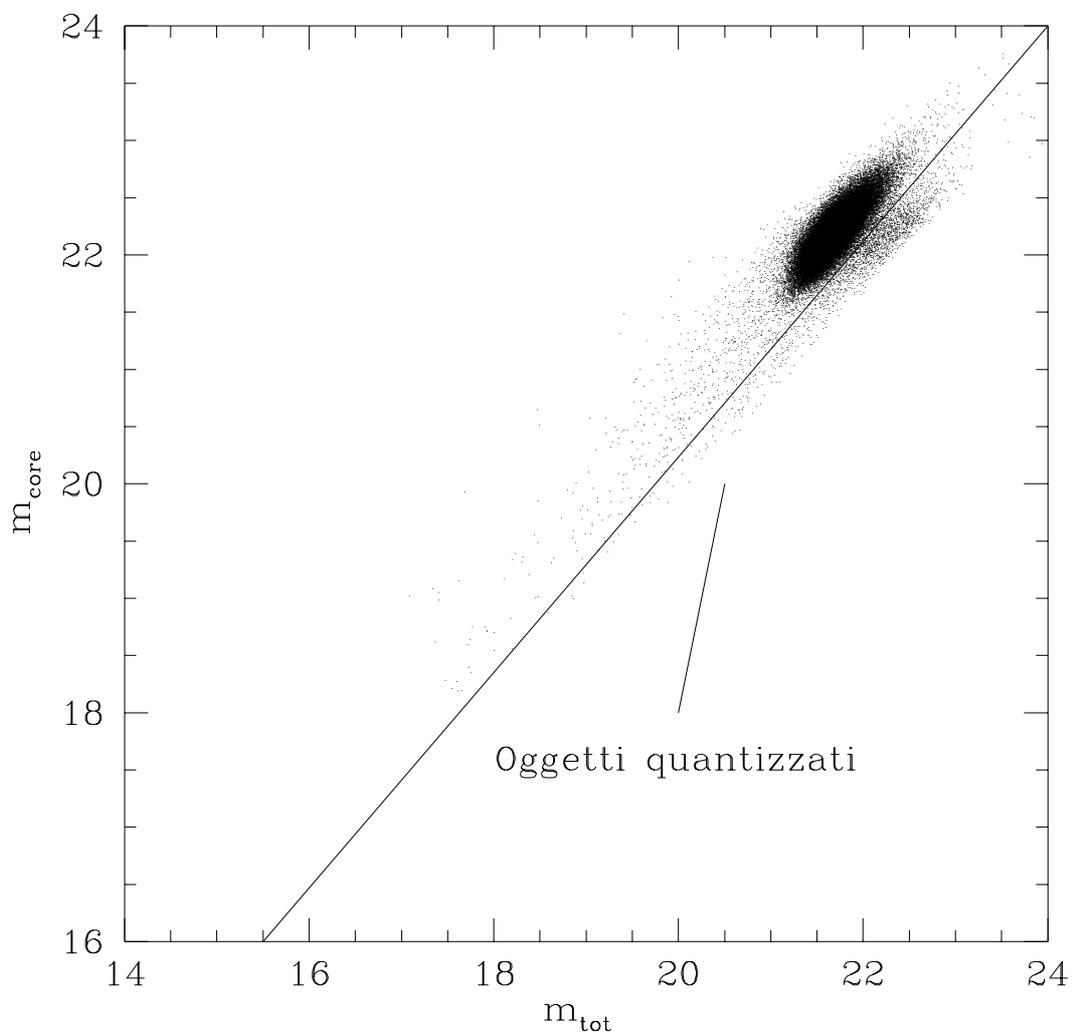


Figura 4.6 : Eliminando dal catalogo gli oggetti prossimi a quelli brillanti la componente quantizzata si attenua considerevolmente.

rapporto m_{core}/m_{tot} superiore alla sequenza stellare dovuta agli oggetti estesi. La netta separazione tra i due gruppi conferma che la prima costituisce una categoria con caratteristiche peculiari. Osservando la distribuzione spaziale di ciascuna

componente sulla lastra (fig.4.5), notiamo che mentre la prima è distribuita in modo pressochè uniforme, la seconda si concentra in prossimità degli oggetti brillanti ($m_{tot} \leq 16$). È stata realizzata una procedura con la quale è possibile eliminare dai cataloghi gli oggetti brillanti e tutti quelli prossimi contenuti entro un cerchio di area multipla di quella dell'oggetto brillante. Dalla fig.4.6 si vede che questo modo di operare consente di attenuare fortemente la componente quantizzata, con effetti trascurabili sulle altre.

Dall'analisi fin qui svolta è possibile concludere che gli oggetti quantizzati costituiscono una classe fittizia dovuta al processo di splitting applicato nei pressi degli oggetti luminosi dove il rumore genera una moltitudine di picchi con profilo gaussiano (dovuto alla PSF); è pertanto opportuno rimuovere dal catalogo queste zone in cui l'informazione fotometrica è affetta da numerosi problemi.

4.1.4 **Gli effetti di variazione della PSF**

Osservando la parte brillante del ramo stellare nel piano m_{tot} vs m_{core} è possibile notare una dispersione delle stelle che contrasta con la compattezza della sequenza nelle altre zone del diagramma (fig.4.2). Per determinare le cause del fenomeno, la regione è stata suddivisa in tre parti parallele alla sequenza in modo da osservare la distribuzione sulla lastra degli oggetti appartenenti a ciascuna sezione (fig.4.7). Appare evidente che la posizione di un oggetto nel piano m_{tot} vs m_{core} è correlata alla sua posizione sulla lastra.

Utilizzando il test di Kolmogorov-Smirnov è possibile determinare oggettivamente la dipendenza delle magnitudini dalla distribuzione spaziale. Il test determina la probabilità che due distribuzioni siano estratte dalla stesso campione confrontando la distanza tra le rispettive distribuzioni cumulative con un modello teorico. Il risultato è stato confrontato con il test eseguito sugli oggetti con distanza inferiore a 10000 pixel dal centro dell'immagine, dimostrando che le probabilità aumentano escludendo le regioni più esterne della lastra (fig.4.8).

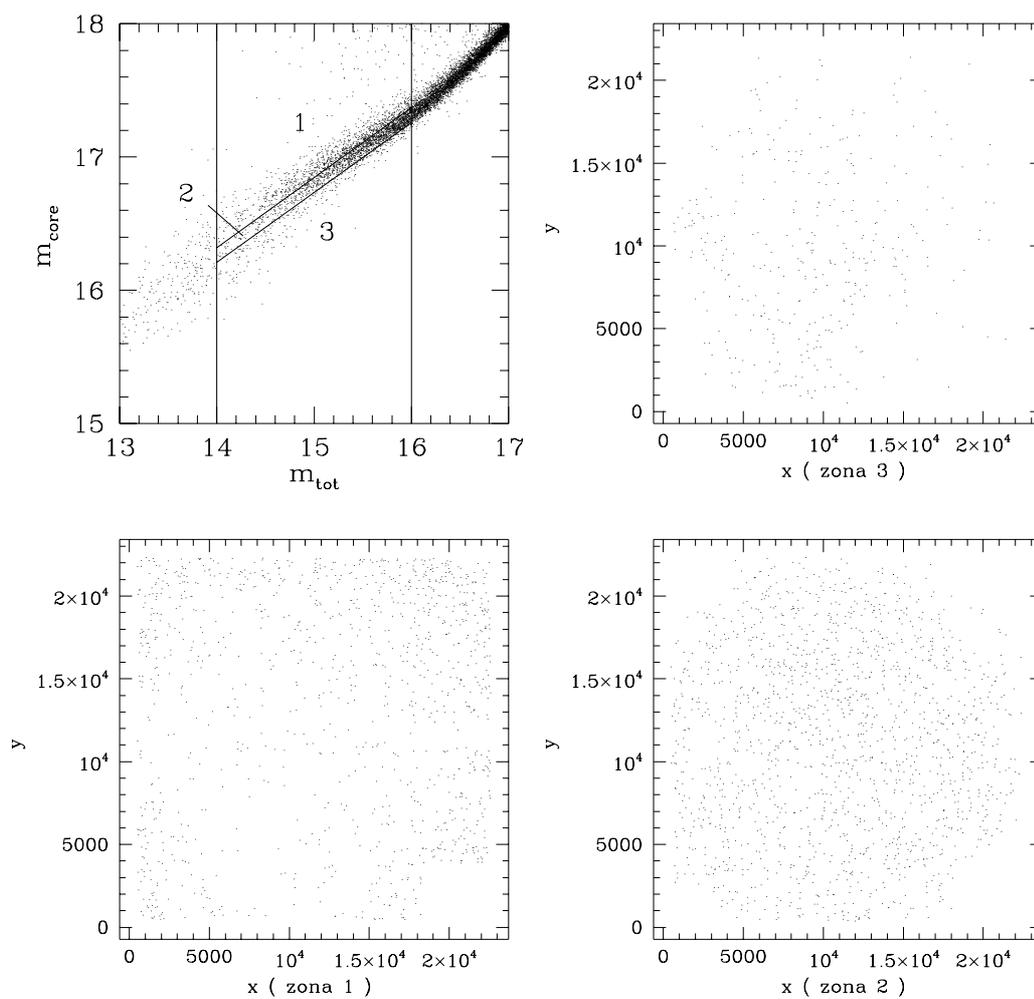


Figura 4.7 : La parte brillante del ramo stellare è stata divisa in tre parti (in alto a sinistra) ciascuna delle quali è stata rappresentata sulla lastra.

Un confronto con i diagrammi m_{tot} vs m_{iso} , m_{tot} vs m_{aper} e m_{aper} vs m_{core} dimostra che la posizione di un oggetto sulla lastra influisce sulla magnitudine del core e su quella di apertura, ma è trascurabile sulla magnitudine totale e su quella isofotale.

La causa di questo effetto è da ricercare nella variazione della PSF attraverso l'immagine fotografica. Una PSF più larga nelle zone esterne della lastra contribuisce a distribuire la luce dalle regioni interne di un oggetto a quelle più esterne. Ciò altera le magnitudini che vengono misurate su una superficie limitata in prossimità del centro (m_{aper}, m_{core}), ma lascia sostanzialmente invariate la luminosità totale ed isofotale dell'oggetto (m_{tot}, m_{iso}) in quanto la luce viene comunque ridistribuita entro l'area isofotale. L'effetto inoltre, diventa rilevante e dunque visibile, solo per oggetti brillanti in cui l'errore dovuto all'attenuazione dell'elevata luminosità centrale diventa superiore alla dispersione intrinseca delle stelle.

Una stima dell'errore è stata ottenuta scegliendo due zone di uguale superficie in parti diverse della lastra: una centrale e l'altra al margine (fig.4.9). Nel piano m_{tot} vs m_{core} gli oggetti brillanti sono distribuiti su due distinte sequenze in cui gli oggetti al margine della lastra posseggono una m_{core} sistematicamente superiore a quella degli oggetti centrali; un analogo effetto, anche se meno accentuato, si osserva per la m_{core} nel piano m_{tot} vs m_{core} . Tramite un fit lineare delle due sequenze è stato possibile determinare lo scarto in magnitudine attraverso una media delle differenze misurate agli estremi dell'intervallo:

$$\Delta_{m_{core}} \simeq 0.1mag \quad (4.1)$$

$$\Delta_{m_{aper}} \simeq 0.05mag \quad (4.2)$$

Trattandosi di una misura effettuata su oggetti brillanti i valori ottenuti sovrastimano gli effetti su oggetti più deboli, ma consentono di valutare l'affidabilità delle misure in magnitudine ottenute da SKICAT. È bene precisare che l'errore

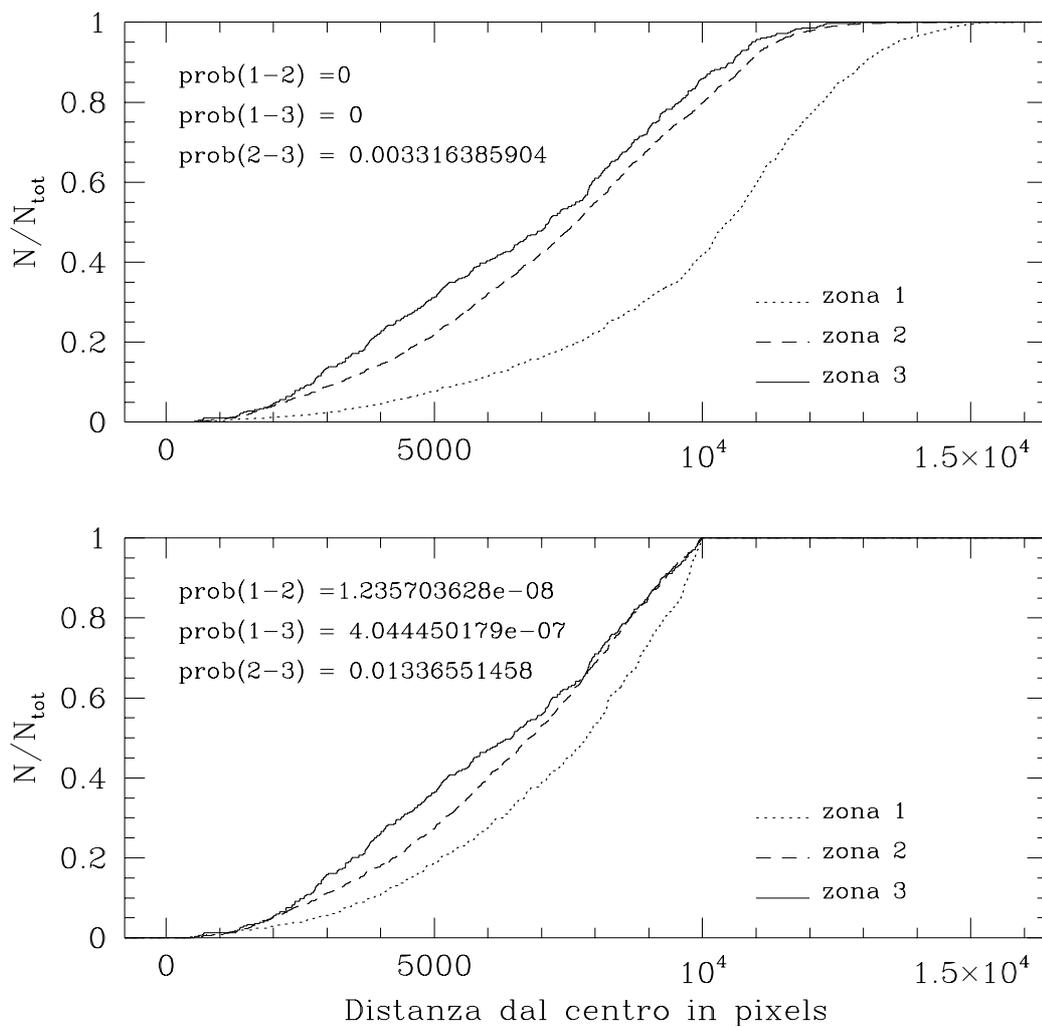


Figura 4.8 : Le distribuzioni cumulative degli oggetti che appartengono alle regioni della fig.4.7: sono riportate le probabilità ottenute dal test di Kolmogorov-Smirnov considerando l'intera lastra (in alto) ed escludendo le regioni esterne (in basso).

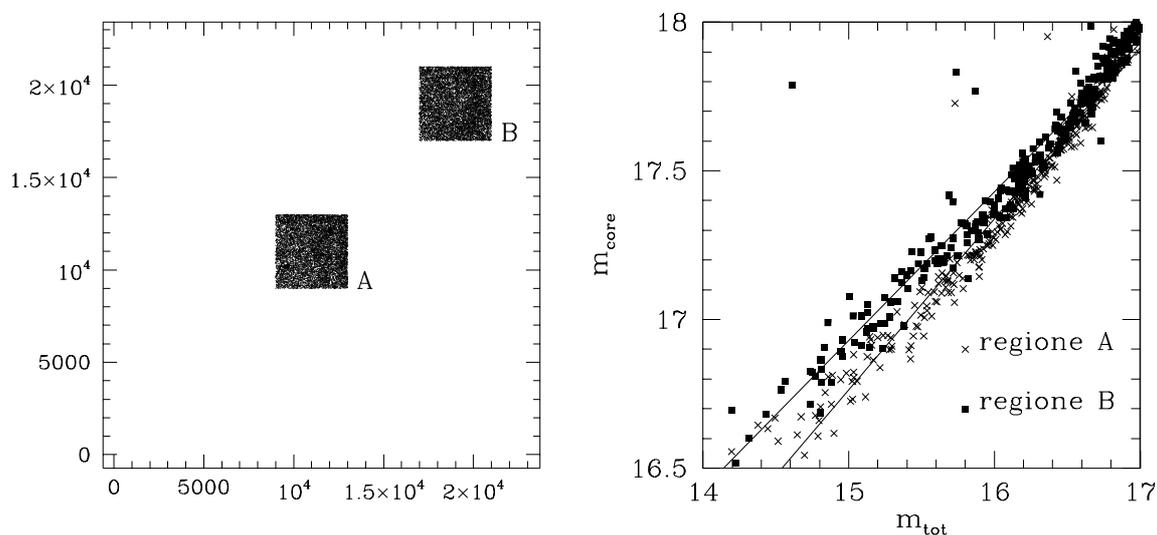


Figura 4.9 : Gli oggetti appartenenti alle due regioni della lastra (a sinistra) si distribuiscono diversamente nel piano m_{tot} vs m_{core} (a destra).

dovuto alla variabilità della PSF è fortemente dipendente dalla lastra considerata e dalle regioni analizzate; pertanto una misura più raffinata dello stesso, oltre a risultare difficile, non migliora il risultato.

La conoscenza degli errori fotometrici connessi alla misura delle magnitudini è determinante nel momento in cui si vogliono confrontare regioni differenti della stessa immagine.

4.1.5 La completezza del catalogo

La completezza di un catalogo rappresenta il rapporto tra il numero di oggetti rivelati ad una determinata magnitudine e quelli realmente esistenti. In generale più è debole la magnitudine considerata, maggiore è la percentuale di oggetti mancanti nel catalogo.

Per determinare il 'limite di completezza' del catalogo, cioè la magnitudine

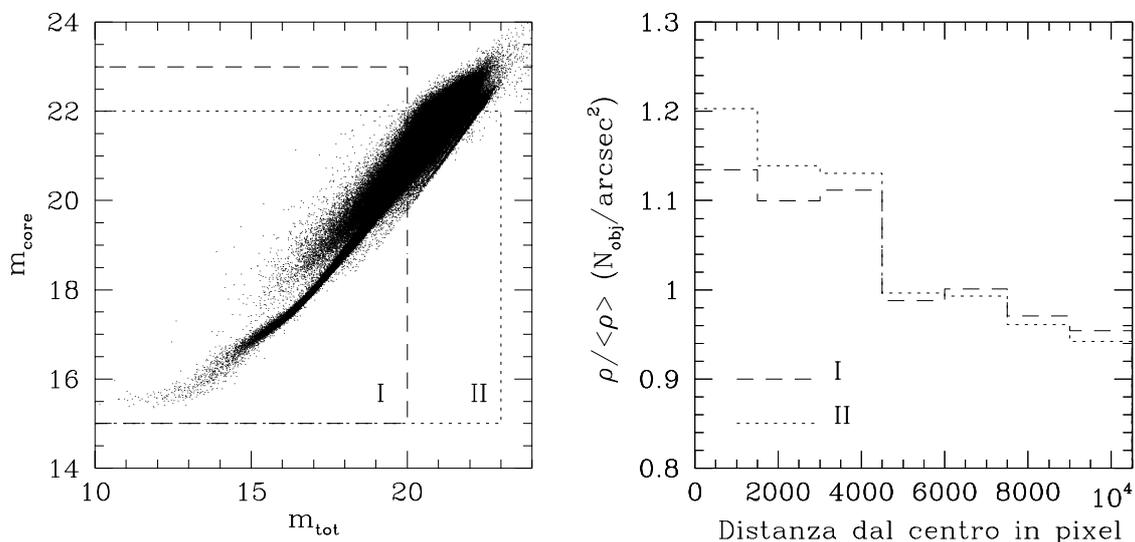


Figura 4.10 : La densità di oggetti decresce in funzione della distanza dal centro della lastra: in particolare il campione selezionato in m_{core} (II) è più sensibile alle variazioni della PSF di uno selezionato in m_{tot} (I).

oltre la quale il numero di oggetti ‘persi’ non consente di utilizzare i dati, è necessario tenere in considerazione i fattori che incidono sulla capacità di rivelazione del sistema. In primo luogo il flusso luminoso proveniente da un oggetto astronomico deve essere sufficiente ad impressionare la lastra fotografica; data la natura granulare dell’emulsione, ciò implica che non è importante la luminosità totale dell’oggetto ma, piuttosto, la sua brillantezza superficiale. In secondo luogo, la soglia di luminosità e l’area minima richiesta da SKICAT per distinguere tra segnale e rumore del fondo, introducono una dipendenza della capacità di rivelazione dalla luminosità centrale dell’oggetto e dunque dalla m_{core} .

Nel caso dei cataloghi del PNSC abbiamo visto nel paragrafo precedente come la variazione della PSF attraverso la lastra influisca sulla m_{core} di un oggetto, e di conseguenza la capacità di rivelazione sarà diversa a seconda della parte di lastra

considerata. Per evitare tale effetto, che introdurrebbe un rilevante errore sistematico nell'impiego del catalogo, ci si deve servire di un parametro che dipenda in modo minore dalla dislocazione spaziale. Nella fig.4.10 è possibile notare le differenze introdotte da una selezione in m_{core} o in m_{tot} : la selezione in m_{core} comporta una variazione della capacità di rivelazione in relazione alla distanza dal centro della lastra, maggiore rispetto ad una selezione in m_{tot} . Questa osservazione ci consente di concludere che la determinazione del limite di completezza del catalogo in base alla m_{tot} degli oggetti, con un metodo che sarà illustrato nel capitolo seguente, può ridurre gli effetti derivanti dalle fluttuazioni della PSF.

Capitolo 5

Il processo di estrazione della FL

I cataloghi del PNSC rappresentano un valido strumento per lo studio della FL delle galassie. In particolare essi consentono di determinare le proprietà degli ammassi presenti nell'emisfero settentrionale in tre bande fotometriche, entro i limiti di completezza della POSS II. Data l'estensione angolare della 'survey' è possibile ricavare una stima della distribuzione 'locale' delle galassie nella regione che circonda ciascun ammasso e di conseguenza dei parametri coinvolti nel processo di estrazione.

Inoltre, come già discusso nel capitolo 3, la procedura automatizzata di riduzione delle immagini garantisce una notevole omogeneità del campione, consentendo di valutare la qualità dei cataloghi ed il modo migliore di trattare i dati.

5.1 Il campione di ammassi

La scelta degli ammassi che compongono il campione studiato nel corso di questo lavoro è stata condizionata dagli obiettivi della ricerca e dal materiale disponibile. Due considerazioni sono determinanti:

Ammasso	z	α, δ (1950)	Lastra	Raggio angolare (= $1R_A$)	Classe di B-M
A1	0.1249	0h 5.0m, +16d 15'	607	0.282	III
A7	0.1073	0h 9.1m, +32d 09'	409	0.319	II-III
A16	0.0838	0h 14.2m, +6d 29'	752	0.394	III
A41	0.275	0h 26.2m, +7d 35'	752	0.160	II-III
A125	0.188	0h 57.5m, +14d 1'	610	0.206	III
A150	0.0596	1h 6.6m, +12d 55'	610	0.532	I-II
A152	0.0581	1h 7.2m, +13d 43'	610	0.545	...
A154	0.0658	1d 8.3m, +17d 24'	610	0.487	II
A158	0.0645	1d 9.1m, +16d 37'	610	0.496	...
A2703	0.1144	0h 2.8m, +15d 50'	607	0.303	...

Tabella 5.1: Il campione di ammassi.

1. la POSS II costituisce una ‘survey’ estesa ma poco profonda, mirata ad indagare le proprietà dell’universo vicino. La scelta di ammassi ‘prossimi’ e ‘ricchi’ consente di studiare oggetti che cadono entro i limiti di completezza dei cataloghi del PNSC minimizzando gli errori statistici introdotti dalla presenza di un ridotto numero di componenti;
2. per consentire un confronto tra ammassi a distanza diversa è necessario disporre della misura del redshift di ciascuno di essi, in modo da ricavare la magnitudine assoluta delle galassie;

Gli ammassi studiati nel corso di questo lavoro sono riportati nella tabella 5.1 con il numero d’ordine con il quale compaiono nel catalogo di Abell (1958). Dal catalogo sono stati estratti gli ammassi che si trovano in regioni del cielo per le

quale sono disponibili i cataloghi del PNSC in J, F e N , e le relative immagini CCD nelle bande g, r e i da impiegare per la calibrazione fotometrica.

Il campione è costituito di ammassi ricchi e vicini individuato sulle lastre della POSS I, dei quali è noto il redshift. Ciò consente di sfruttare in modo ottimale le risorse disponibili nel PNSC e di determinare la FL di tali ammassi in tutte e tre le bande fotometriche.

5.2 La selezione degli oggetti contenuti nel PNSC

Nel capitolo 4 è stato messo in evidenza come i cataloghi del PNSC contengano oggetti che non sono utilizzabili ai fini scientifici in quanto affetti dai problemi caratteristici delle lastre fotografiche (oggetti saturi, oggetti quantizzati) o prodotti secondari del processo di riduzione (oggetti multipli). Queste considerazioni inducono ad operare una selezione per estrarre dai cataloghi solo i dati che corrispondono ad oggetti reali con caratteristiche adatte a determinare la FL degli ammassi di galassie.

5.2.1 L'estrazione degli ammassi

Per ciascun ammasso del campione è stata estratta una regione pari a $5 \text{ Mpc} \times 5 \text{ Mpc}$ alla distanza dell'ammasso in ciascuna banda fotometrica. Ciò consente di disporre di un'area celeste intorno all'ammasso dalla quale ricavare i conteggi di galassie del fondo (fig.5.1). L'ampiezza angolare della regione da estrarre attorno al centro dell'ammasso è stata calcolata utilizzando la formula che lega le dimensioni angolari a quelle lineari nel modello cosmologico standard¹:

$$\theta = \frac{yH_0}{c} \frac{q_0^2(1+z)}{q_0z + (q_0 - 1)[-1 + \sqrt{1 + 2q_0z}]} \quad (5.1)$$

¹Il Modello Standard è il modello cosmologico più diffuso; esso utilizza la metrica di Robertson-Walker basata sull'ipotesi di omogeneità ed isotropia dell'universo

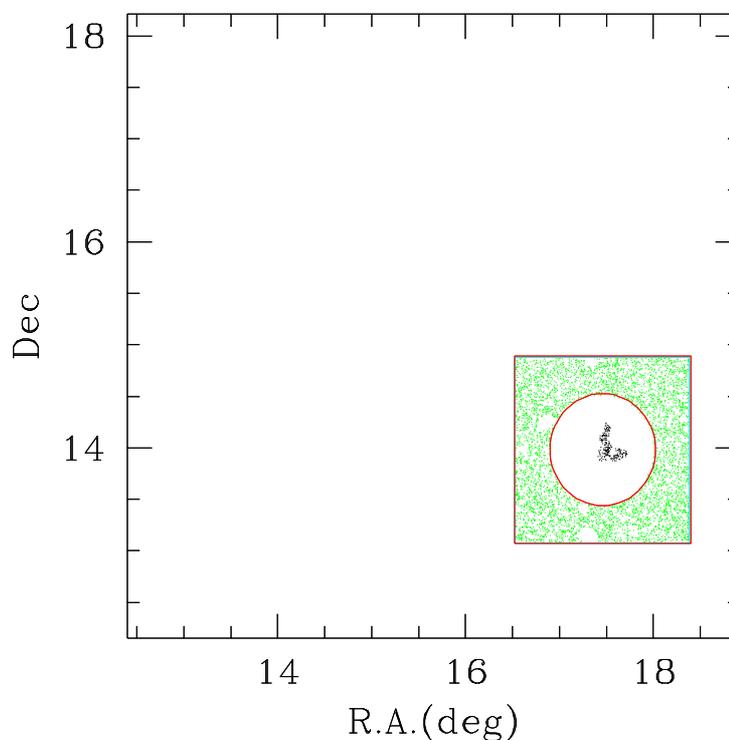


Figura 5.1 : La regione estratta dalla lastra 610 per l'ammasso A152; il cerchio rappresenta il limite di separazione (3 Mpc) tra l'ammasso ed il fondo.

dove y rappresenta la dimensione lineare richiesta, z il redshift, $q_0 = 1/2$ e $H_0 = 50 \text{ Km}\cdot\text{s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$. Gli oggetti sono stati selezionati in base alla richiesta che abbiano il flag $S=1$ in modo da eliminare gli oggetti multipli (vedi par.4.2.1), ed un'area minima di 9 pixel. Quest'ultima condizione consente di eliminare gli oggetti con area compresa tra 6 e 8 pixel che sono prossimi ai limiti di completezza e che, a causa della debole luminosità sono soggetti agli effetti di quantizzazione e di rivelazione fittizia ed hanno una classificazione poco affidabile; inoltre il loro numero elevato renderebbe difficoltosa la procedura di 'matching' senza migliorare peraltro la completezza del catalogo.

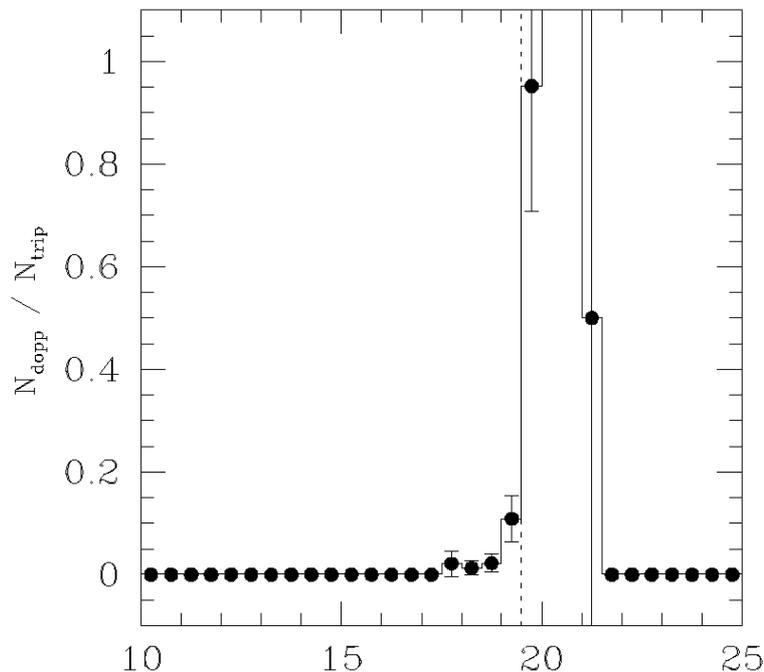


Figura 5.2 : Il rapporto tra il numero di doppietti e quello di triplete in funzione della magnitudine (A125).

5.2.2 ‘Matching’

La produzione di un ‘matched catalog’ (par.3.4) relativa alla regione contenente l’ammasso è stato realizzato confrontando le posizioni di ciascun oggetto nei tre filtri entro un raggio di 7 arcsec². In questo modo vengono eliminati dal catalogo finale gli oggetti che sono presenti solo in uno (singoletti) o due filtri (doppietti). I singoletti ed i doppietti possono essere prodotti da oggetti che, a causa delle loro colore³ cadono oltre il limite di completezza dei filtri in cui non compaiono, o essere dovuti a fenomeni occasionali (aerei, satelliti, comete). La

²Il raggio è stato determinato misurando lo scarto medio tra i filtri di oggetti corrispondenti.

³In astronomia il colore è definito come la differenza tra le magnitudini misurate in due sistemi fotometrici diversi.

misura del rapporto tra il numero di doppietti e quello di triplette in funzione della magnitudine (fig.5.2) dimostra che, entro i limiti di completezza dei cataloghi, la rimozione dei doppietti (e di conseguenza quella dei singoletti che sono più deboli) non incide in modo significativo.

5.2.3 La rimozione degli oggetti saturi

Gli oggetti prossimi al limite di saturazione dell'emulsione fotografica hanno caratteristiche fotometriche che non rispecchiano quelle degli oggetti celesti reali (fig.3.7). Per tale motivo gli oggetti con $m_{core} \leq m_{core}(saturazione) + 0.5$ mag sono stati rimossi dai cataloghi, insieme ad una regione circolare pari a 5 volte l'area dell'oggetto saturo (fig.5.3). Ciò permette di eliminare le zone dove si addensano gli oggetti 'quantizzati' (par.4.2.3). I conteggi di stelle e galassie vengono in seguito compensati statisticamente per tenere in conto le aree rimosse.

5.2.4 La separazione stelle/galassie

Per determinare la FL delle galassie è necessario eliminare dai cataloghi la componente stellare. Questa operazione può essere effettuata facendo ricorso alla classificazione determinata da SKICAT per ciascun oggetto del catalogo in base alle sue caratteristiche geometriche e fotometriche. Tuttavia, è necessario tenere conto dei limiti del sistema nel separare le stelle dalle galassie, rispettivamente alle alte e alle basse magnitudini: gli oggetti deboli, a causa dei limiti di risoluzione del sistema (1 arcsec/pixel), sono composti da un ridotto numero di pixel ed hanno caratteristiche che rispecchiano in modo approssimativo quelle degli oggetti celesti reali, mentre gli oggetti brillanti che cadono in prossimità del limite di saturazione dell'emulsione risentono della risposta non lineare della lastra (vedi fig.3.6) che ne distorce il profilo fotometrico.

Per ovviare a tali problemi sono stati presi in considerazione solo gli oggetti

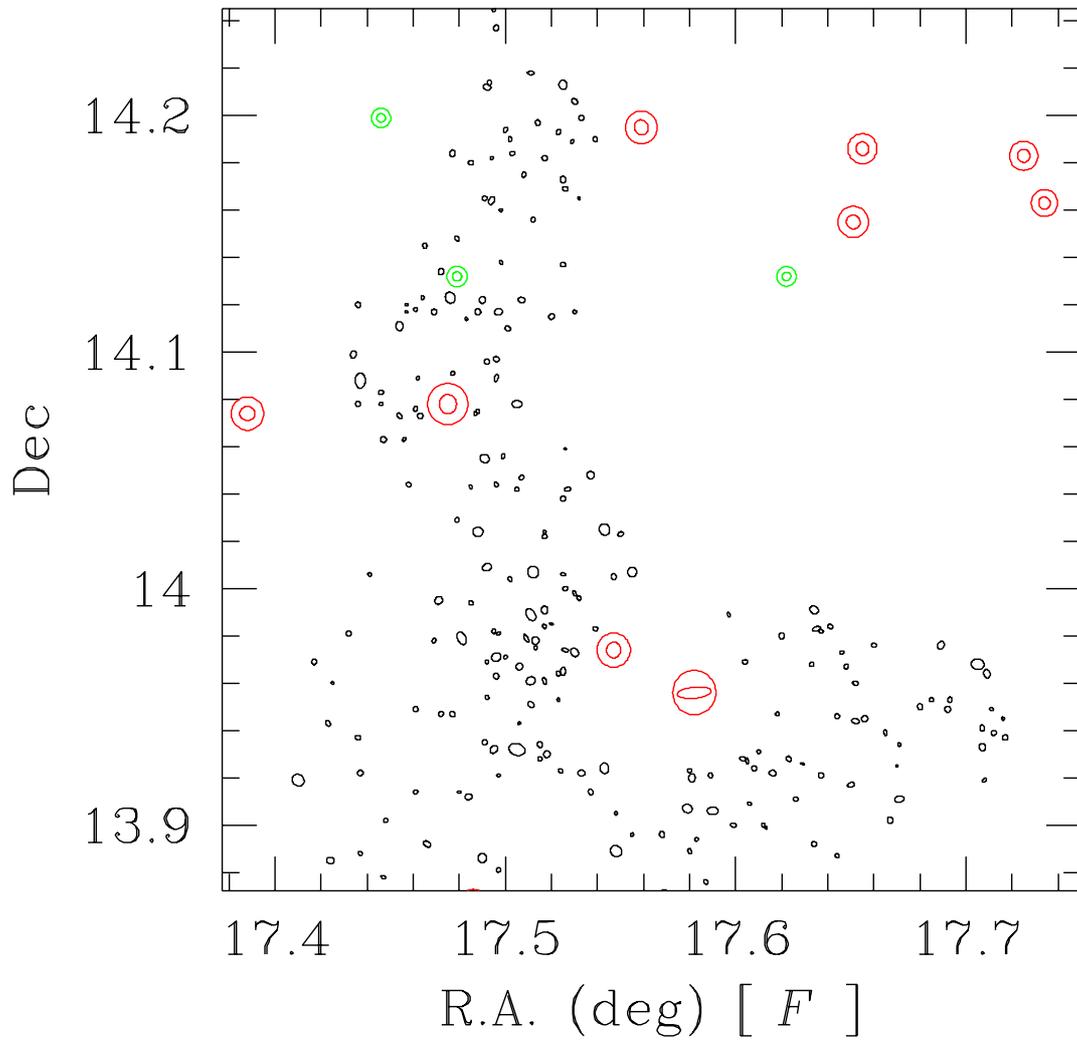


Figura 5.3 : Le galassie dell'ammasso A152 che cadono nella regione con una densità superiore a 1.5 deviazioni standard dal livello del fondo, entro 3 Mpc dal centro; in rosso, blu e verde sono riportate le posizioni delle stelle saturate e delle regioni rimosse rispettivamente in F, J e N.

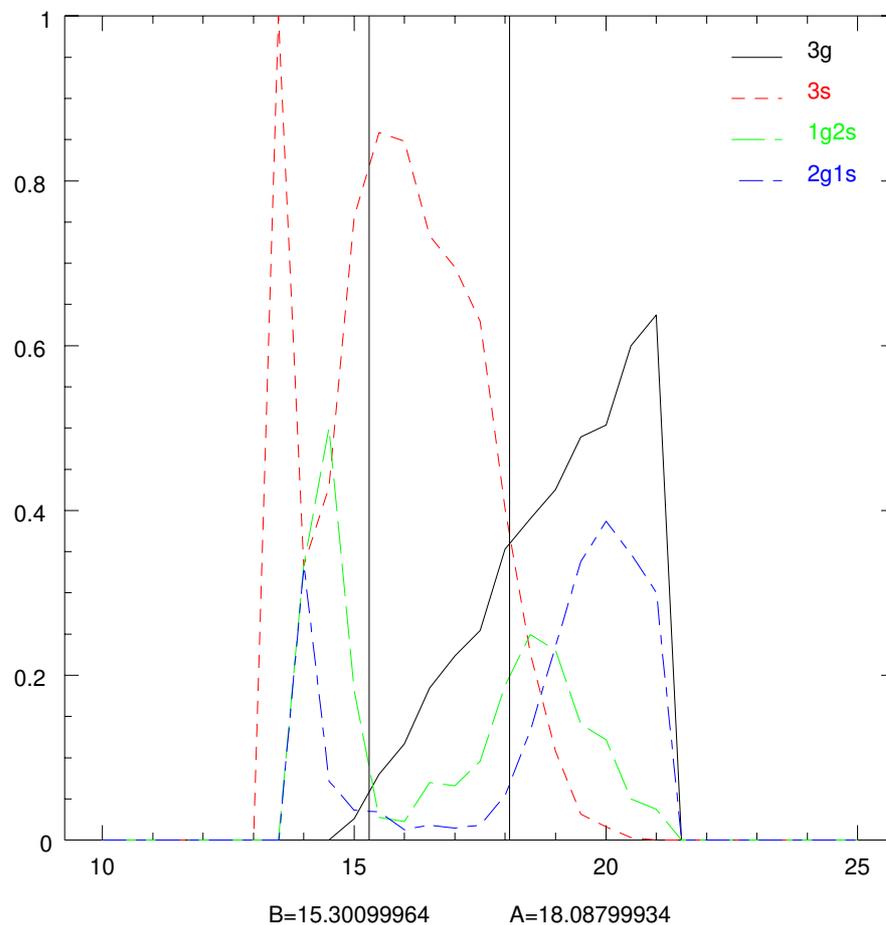


Figura 5.4 : La ripartizione degli oggetti presenti nel catalogo in funzione della magnitudine, in base alla classificazione nei tre filtri. Le linee verticali separano le regioni in cui sono stati adottati criteri di selezione diversi.

che dopo la procedura di ‘matching’ trovano corrispondenza in tutti e tre i filtri, in modo da poter confrontare la classificazione nelle tre bande. Tali oggetti sono stati divisi in tre gruppi di luminosità: in fig.5.4 il punto **A** individua la magnitudine alla quale la frazione di oggetti classificati come stelle in tutti e

tre i filtri (3s) uguaglia quella degli oggetti classificati tre volte galassia (3g), similmente **B** rappresenta la magnitudine alla quale l'abbondanza di oggetti 3s è uguale a quella di 2s1g (2 volte stella, 1 volta galassia).

Per ciascun gruppo è stato adottato un criterio di selezione differente:

1. tra gli oggetti brillanti sono stati esclusi tutti quelli che risultano classificati come stelle in almeno un filtro. È infatti improbabile che una galassia luminosa venga classificata come stella, ma è possibile che una stella prossima al limite di saturazione risulti 'diffusa' sulla lastra e come tale venga classificata come galassia;
2. per magnitudini intermedie dove la qualità della classificazione si fa più incerta, sono state considerati di natura stellare solo gli oggetti classificati come tali in tutte le bande;
3. sugli oggetti deboli non è stata operata alcuna selezione poichè la separazione stelle/galassie non è affidabile.

Questo procedimento consente di eliminare dai cataloghi gli oggetti con caratteristiche stellari certe, conservando quelli di natura dubbia. L'adozione di criteri di selezione diversi in funzione della magnitudine non influisce sulla determinazione della FL in quanto la presenza delle stelle residue viene compensata statisticamente nella successiva fase di sottrazione del 'fondo'.

5.3 Il processo di calibrazione delle lastre fotografiche

Le magnitudini misurate da SKICAT sulle lastre della POSS II sono magnitudini 'strumentali'. Esse vengono ricavate trasformando la densità dell'emulsione fotografica in una misura di flusso luminoso in base alla curva di conversione

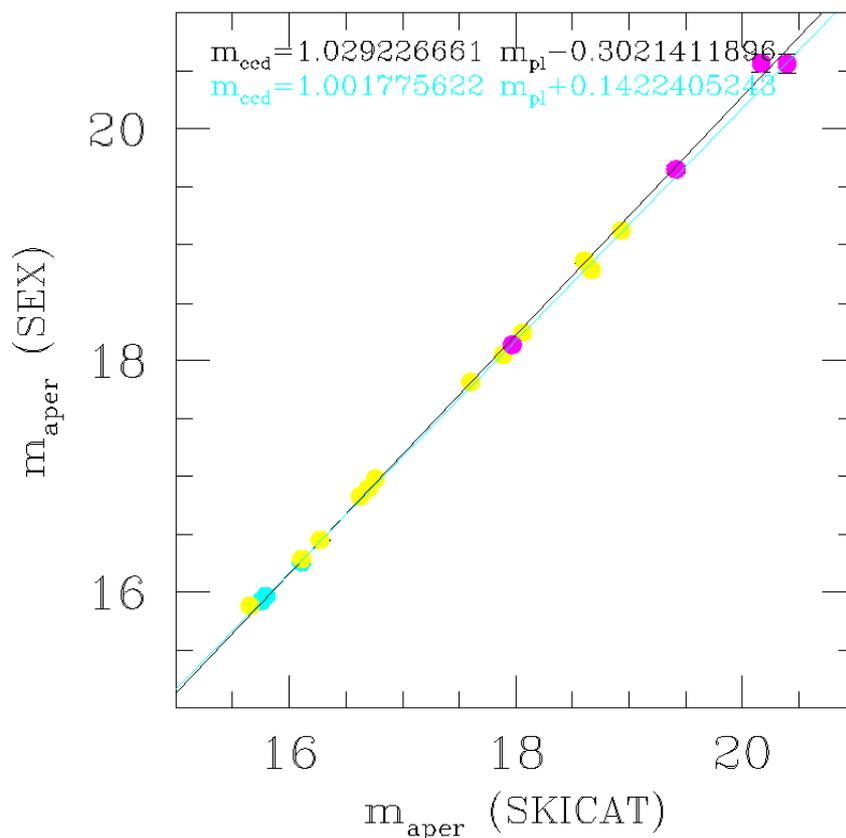


Figura 5.5 : Il confronto tra le magnitudini di apertura (5 arcsec) determinate da SKICAT e da SEX utilizzando una lastra della POSS II. I punti gialli, blu e viola rappresentano rispettivamente le stelle, le galassie e gli oggetti di classificazione incerta; in alto sono riportati i coefficienti delle rette di ‘best fit’ ricavati da tutti i punti (nero) o escludendo le stelle (blu).

densità-intensità (fig.3.6) e scegliendo una costante di zero arbitraria per la scala delle magnitudini.

Per calibrare le magnitudini è necessario determinare la costante di zero relativa al sistema fotometrico impiegato. La procedura ordinaria consiste nel misurare la magnitudine di un certo numero di stelle standard che caratterizzano il

sistema utilizzato e per le quali è definita con precisione la magnitudine, e scalare le magnitudini misurate sulla lastra in modo che il valore coincida con quello di riferimento. La DPOSS ed il progetto **CRoNaRio**, sono stati realizzati in modo da favorire l'osservazione degli oggetti extragalattici per cui, come già messo in evidenza, le stelle brillanti risultano spesso sature, e dunque inutilizzabili ai fini della calibrazione. Per ovviare a tale problema si fa uso di immagini CCD di galassie la cui luminosità cade nella regione di linearità dell'emulsione fotografica. I CCD sono caratterizzati da una funzione di risposta lineare e sono quindi esenti da fenomeni di saturazione; pertanto essi vengono calibrati facendo uso delle stelle standard e la magnitudine delle galassie presenti nel campo viene confrontata con quella delle immagini fotografiche per determinare la costante di calibrazione.

In questo lavoro, per calibrare le magnitudini dei cataloghi a cui appartengono gli ammassi del campione analizzato, si è fatto uso di immagini CCD⁴ calibrate ottenute in condizioni fotometriche nelle bande g,r e i di Gunn e Thuan, relative ad ammassi di galassie che compaiono nelle regioni coperte dalle lastre riportate nella tabella 5.1.

Le magnitudini di apertura (5 arcsec) degli oggetti presenti nei campi CCD sono state ricavate impiegando il software SExtractor (SEX; Bertin, 1996). Tale software produce cataloghi analoghi a quelli ottenuti da SKICAT per le lastre della POSS II, ottimizzando i parametri di estrazione per le caratteristiche dei CCD. Per accertarsi che l'impiego di due software differenti non introduca errori sistematici nel calcolo delle magnitudini, è stato effettuato un controllo preliminare confrontando le misure ricavate da SEX e da SKICAT su una stessa immagine di prova della POSS II relativa all'ammasso di Coma. In figura 5.5 è possibile osservare la stretta correlazione tra m_{aper}^{SKICAT} e m_{aper}^{SEX} (coefficiente angolare $\simeq 1$).

Per ciascuna immagine CCD è stata estratta dalle lastre della POSS II la regione corrispondente, in modo da paragonare le magnitudini ricavate da SKI-

⁴I CCD fanno parte del campione studiato da D.Maccagni (Garilli e al; 1996).

CAT con quelle calibrate ottenute da SEX. La correlazione tra magnitudini CCD e fotografiche è migliore se si considerano soltanto gli oggetti classificati come galassie da SEX. Nella figura 5.6 è possibile notare come le stelle brillanti devino dal caso ideale in cui $m_{aper}^{CCD} = m_{aper}^{fot} + cost.$

La costante di calibrazione è stata calcolata attraverso una media pesata delle differenze:

$$d = m_{aper}^{CCD} - m_{aper}^{fot} \quad (5.2)$$

I cataloghi del PNSC sono stati quindi corretti impiegando le costanti di calibrazione così ottenute in modo da trasformare le magnitudini strumentali in magnitudini apparenti attraverso la relazione:

$$m = m_{apparente} = m_{strumentale} + \langle d \rangle . \quad (5.3)$$

5.4 La misura della densità di galassie del fondo

Una volta eliminati dai cataloghi del PNSC tutti gli oggetti ‘indesiderati’, si può passare all’identificazione degli ammassi in base alla presenza di una sovradensità locale di galassie. A tal fine è stato sviluppato un procedimento che consente, innanzitutto, di determinare la densità media delle galassie del fondo e l’ampiezza delle fluttuazioni su scale tipiche degli ammassi di galassie, e quindi di individuare ed isolare le regioni occupate dagli ammassi.

Una mappa di densità è stata ottenuta dividendo la regione estratta dal catalogo in 128×128 pixels e misurando il numero di oggetti contenuti in ciascuno di essi; in questo modo ogni pixel rappresenta una superficie di circa 40×40 Kpc² alla distanza dell’ammasso. L’immagine è stata convoluta con una gaussiana di ampiezza pari a 250 Kpc, la misura caratteristica del nucleo di un ammasso, in modo da mettere in evidenza le fluttuazioni di densità su questa scala (fig.5.7).

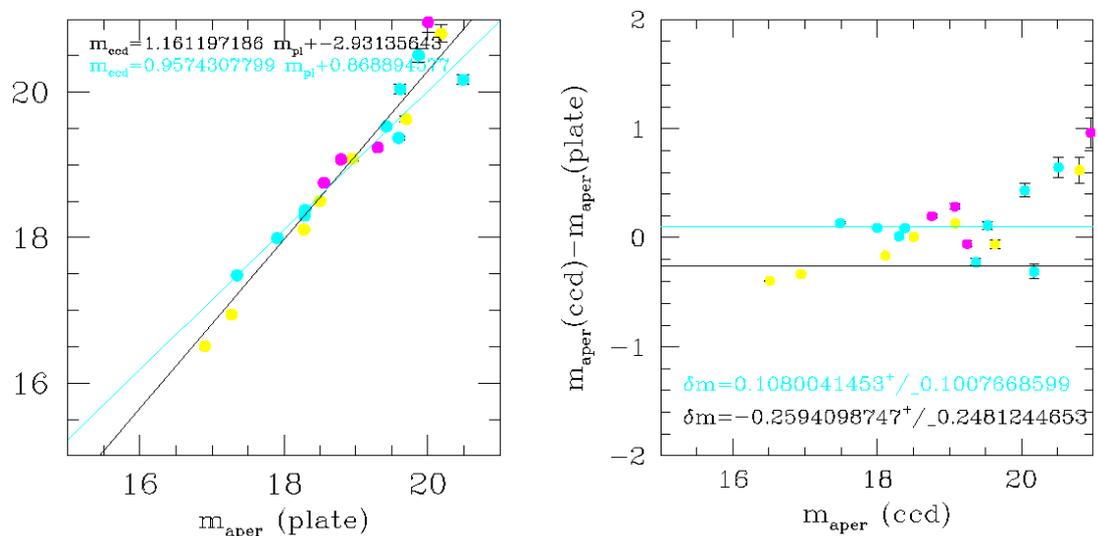


Figura 5.6 : Il confronto tra le magnitudini di apertura della POSS II e quelle del CCD relative all'ammasso A520 nel filtro r ; i colori hanno lo stesso significato della fig.5.5. A destra sono rappresentati gli scarti tra la lastra e il CCD e il valore della costante di calibrazione ottenuta da una media pesata.

La densità di galassie del fondo viene determinata nella regione oltre 3 Mpc dal centro dell'ammasso, per essere certi di non includere nel fondo contributi dovuti all'ammasso stesso. Gli eventuali ammassi che cadono in questa regione vengono rimossi escludendo le zone con densità maggiore di 2 deviazioni standard oltre la media. L'area celeste residua è in media almeno 5 volte maggiore di quella occupata dall'ammasso; ciò consente di ricavare un buona stima della densità di galassie del fondo in funzione della magnitudine. I conteggi vengono inoltre normalizzati alla superficie effettiva utilizzando tenendo conto delle aree rimosse intorno agli oggetti saturi; tale correzione, nell'ipotesi che la posizione delle stelle non sia correlata a quella delle galassie, è sufficiente a garantire che il processo di rimozione non alteri i conteggi di galassie.

L'errore sui conteggi di galassie del fondo è dovuto a due effetti: la natura

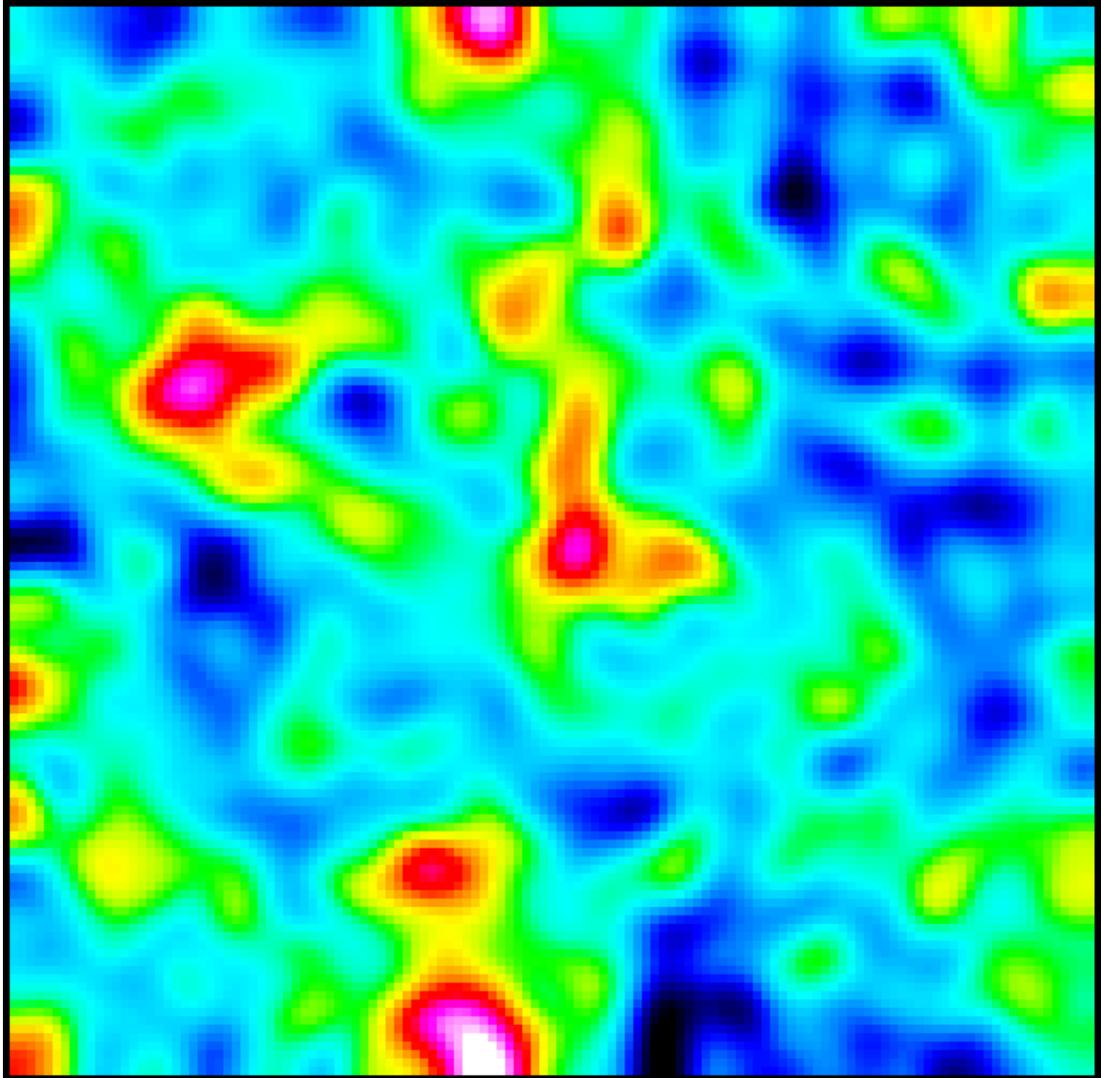


Figura 5.7 : La mappa di densità della regione contenente l'ammasso A152.

poissoniana dei conteggi e la presenza di strutture dovute all'interazione gravitazionale, su scale angolari tipiche degli ammassi di galassie. La distribuzione di Poisson (vedi appendice A) descrive le fluttuazioni che si misurano campionando una distribuzione uniforme con un'area finita, dando luogo ad un errore

sulla misura pari alla radice del valor medio della distribuzione. Data l'estensione della survey, però, la presenza di strutture nella distribuzione di galassie è il termine dominante nelle fluttuazioni dei conteggi alle magnitudini più deboli.

Per non sottostimare l'errore sul fondo si è scelto, dunque, di determinare per ciascun ammasso entrambi gli errori ed adottare il massimo tra i due. L'errore poissoniano è stato ricavato, per ciascun intervallo di magnitudine, dal valor medio precedentemente determinato, mentre le fluttuazioni dovute alla presenza di strutture sono rappresentate dalla deviazione standard sulla densità misurata nella regione circostante l'ammasso.

Il limite di completezza del catalogo è stato stimato facendo ricorso ai conteggi di galassie ricavati nel modo appena descritto. Nel piano $\log N - m$ (fig.5.8) i conteggi seguono un andamento lineare ed è possibile determinare il limite di completezza in base alla magnitudine alla quale si manifesta una deviazione dalla linearità.

Questo sistema consente di tenere conto, per ciascun ammasso del campione, delle caratteristiche del fondo che a causa delle disomogeneità presenti nell'universo su scale pari alla distanza media degli ammassi, possono risultare notevolmente diverse tra una regione e l'altra. Una stima 'locale' di tutti i parametri che intervengono nella determinazione della FL permette inoltre di compensare le differenze tra le lastre fotografiche nonché gli effetti di posizione all'interno di una stessa lastra.

5.5 La FL degli ammassi

5.5.1 I conteggi di galassie degli ammassi

Per determinare la FL degli ammassi di Abell è necessario individuare la regione effettivamente occupata da ciascun ammasso ed isolare i suoi componenti dalle

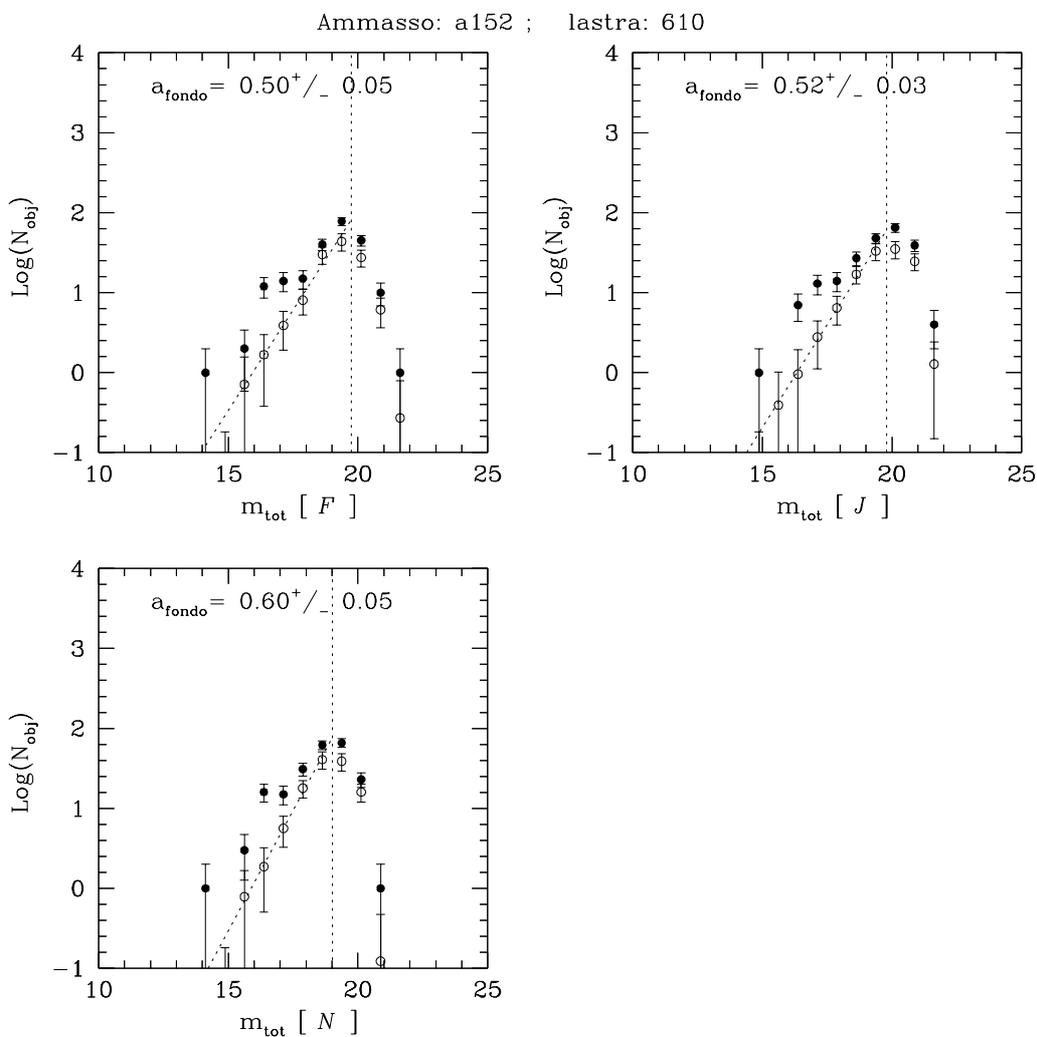


Figura 5.8 : La distribuzione in magnitudine apparente delle galassie di A152 nei filtri F,J e N; i cerchi pieni rappresentano i conteggi nella regione dell'ammasso, quelli vuoti nella regione del fondo. Le linee tratteggiate individuano il limite di completezza e la pendenza dei conteggi di galassie del fondo a_{fondo} .

galassie del fondo e da quelle che fanno parte di ammassi che per effetto di prospettiva cadono nelle vicinanze.

Per realizzare tale proposito è stata presa in considerazione l'area contenuta entro un raggio di Abell dal centro dell'ammasso:

$$R_A = 1.5 h^{-1} \text{Mpc} \quad (5.4)$$

che, con $q_0 = 0.5$ e $H_0 = 50 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$, corrisponde ad una dimensione lineare di 3 Mpc. Sono state quindi estratte le regioni con una densità superiore ad 1.5 deviazioni standard dalla densità media del fondo determinata in precedenza. Tale modo di operare consente di individuare l'area effettivamente occupata dall'ammasso da studiare in base alle caratteristiche dell'ammasso stesso senza ricorrere, come spesso accade in letteratura, all'adozione di un raggio prefissato centrato sulle galassie dominanti, così da massimizzare il rapporto tra il segnale (la FL dell'ammasso) e il rumore (le fluttuazioni del fondo).

Le galassie che cadono nella regione di sovradensità sono state considerate possibili componenti dell'ammasso e ne è stata ricavata la distribuzione in magnitudine totale apparente (fig.5.8). L'errore sui conteggi di galassie nella regione dell'ammasso è pari alle fluttuazioni poissoniane dei conteggi in ciascun intervallo di magnitudini, ed è stimato dalla radice dei conteggi in tali intervalli.

Per correggere la contaminazione dovuta alle galassie del fondo sono stati impiegati i conteggi di galassie ricavati dalla regione circostante. Tali conteggi sono stati normalizzati alla superficie effettiva occupata dall'ammasso corretta per l'area rimossa a causa della presenza di stelle sature, e quindi sottratti ai conteggi di galassie dell'ammasso.

5.5.2 La stima delle magnitudini assolute

Perchè sia possibile confrontare la distribuzione in luminosità di ammassi a redshift diversi è necessario che quest'ultima sia espressa in funzione delle magni-

tudini assolute. La magnitudine assoluta di una galassia, come abbiamo visto nel par.2.3.1, è una quantità difficile da stimare in quanto dipende da numerosi fattori quali il redshift, il tipo morfologico, l'assorbimento interstellare.

Nel modello cosmologico standard la magnitudine assoluta M è legata alla magnitudine apparente m dalla relazione:

$$M = m - 5 \log[2(1 + z - \sqrt{1 + z})] - 5 \log h^{-1} - K(z) - E(z) - 42.384 \quad (5.5)$$

nel caso in cui $q_0 = \frac{1}{2}$.

Nella 5.5 il termine $5 \log[2(1 + z - \sqrt{1 + z})]$ tiene conto dell'attenuazione del flusso luminoso dovuto alla distanza, $h = \frac{H_0}{100}$ dipende dalla scelta del valore della costante di Hubble, $K(z)$ è la correzione K dovuta alla distorsione dello spettro di emissione causata dal redshift, $E(z)$ rappresenta la correzione per gli effetti evolutivi dato che per valori più alti del redshift stiamo osservando oggetti più antichi e la costante 42.384 rappresenta un fattore correttivo affinché, per $z \rightarrow 0$, la 5.5 si riduca al caso euclideo:

$$M = m - 5 \log r + 5 \quad (5.6)$$

dove r è la distanza in parsec.

La correzione K ed il fattore evolutivo $E(z)$ dipendono dalle caratteristiche proprie di ogni galassia e di conseguenza dalla sua classificazione morfologica. In particolare in fig.5.9 è possibile osservare il valore di $K(z)$ calcolato da Frei e Gunn (1994) nei filtri di Gunn e Thuan; è evidente che la correzione a $z = 0.2$ varia tra 0.2 e 0.5 mag a seconda del tipo morfologico. Per quanto riguarda $E(z)$ l'indeterminazione è ancora maggiore perchè i pareri dei diversi autori sono discordi nel valutare la necessità di una correzione evolutiva e il suo effettivo valore. Il campione di galassie considerato in questo lavoro, a causa dell'ampiezza della regione esaminata per ciascun ammasso, include una grande varietà di tipi morfologici ma le lastre della POSS II non offrono una risoluzione sufficiente ad

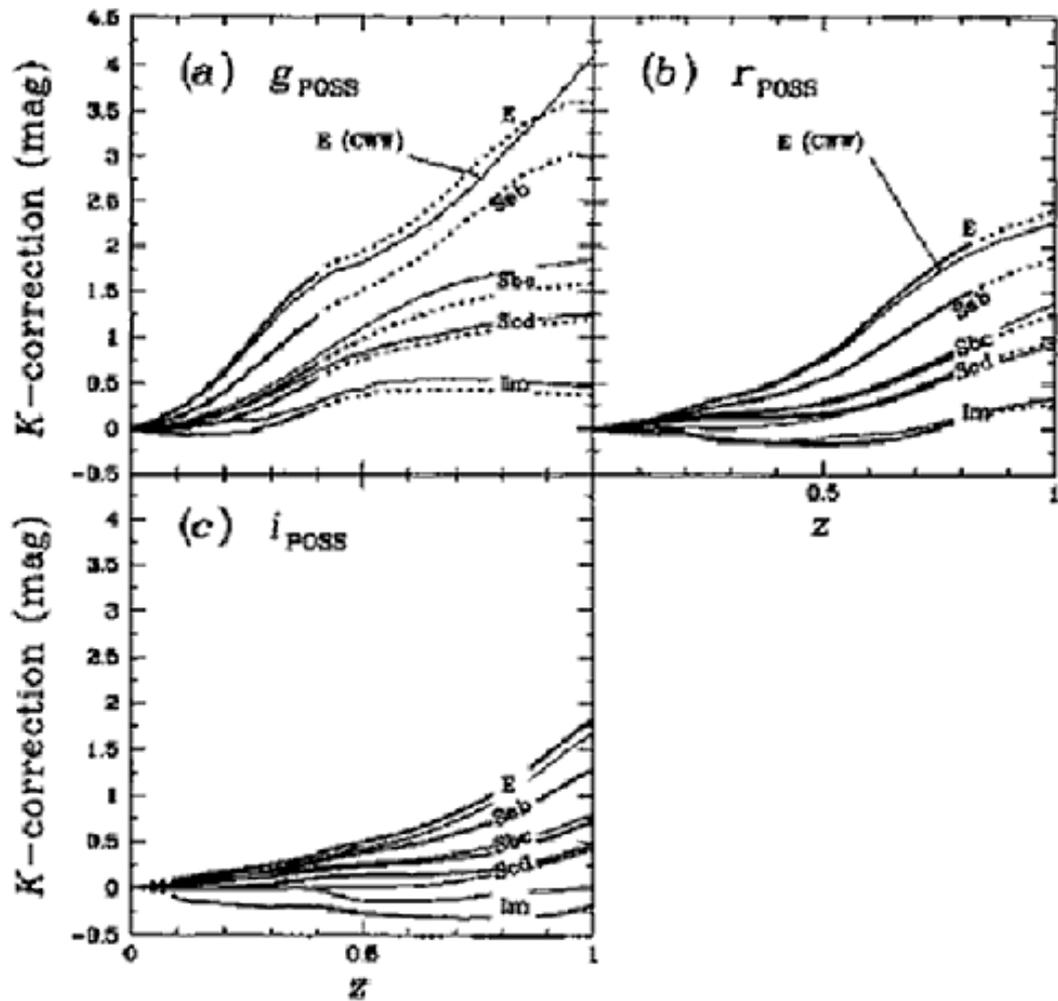


Figura 5.9 : Il valore del fattore correttivo K in funzione del redshift nei filtri g , r e i . (Frei e Gunn, 1994)

effettuare una classificazione accurata. Si è scelto dunque di trascurare $K(z)$ ed $E(z)$ in quanto l'errore introdotto da una scelta arbitraria di questi fattori è paragonabile se non superiore, a quello che si commette trascurando le correzioni.

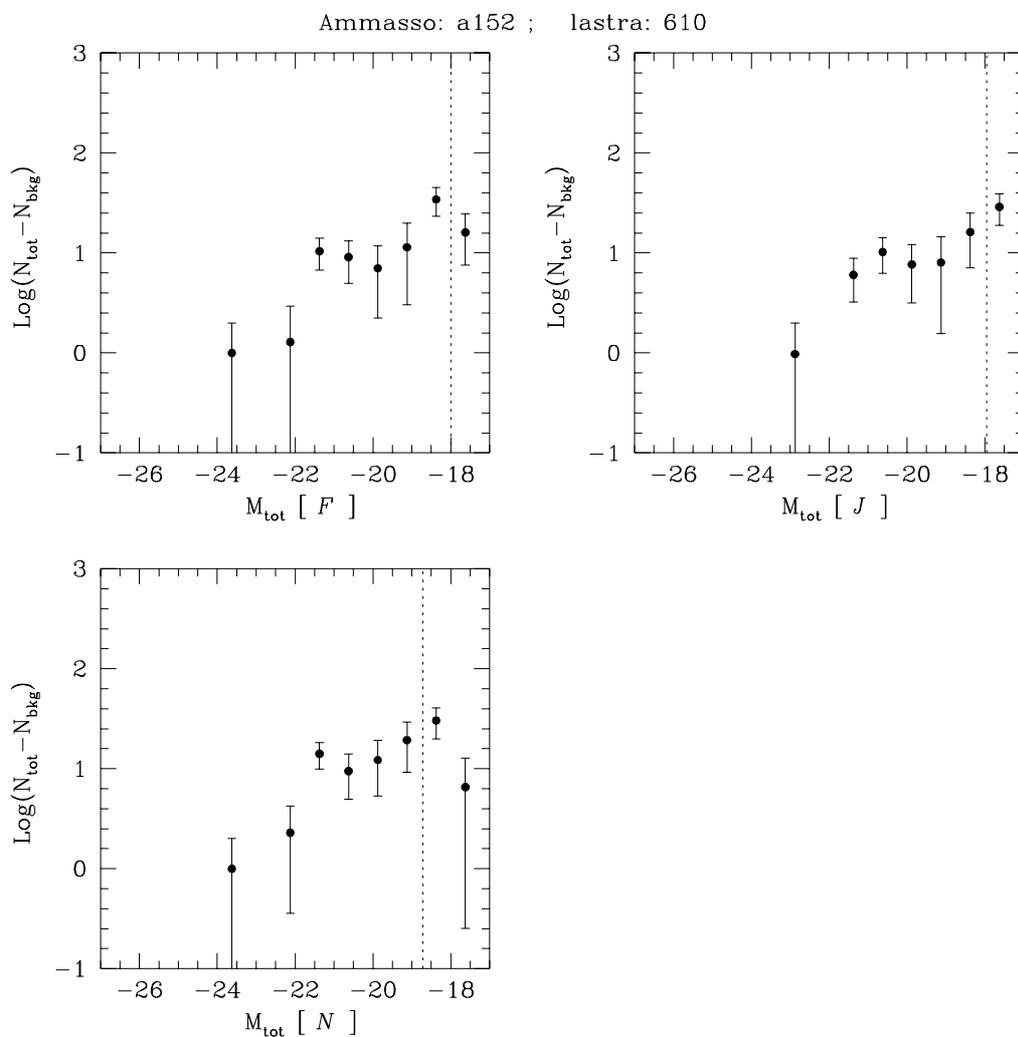


Figura 5.10 : La FL delle galassie dell'ammasso A152.

In conclusione, la (5.5) consente di ricavare la distribuzione in magnitudine assoluta, e dunque la FL, delle galassie che costituiscono ciascun ammasso (fig.5.10).

Capitolo 6

La FL degli ammassi di galassie

6.1 La FL individuale

Lo studio della FL degli ammassi di galassie richiede una notevole accuratezza nella misurazione del fondo, in quanto, a deboli livelli di flusso, i conteggi di galassie sono dominati dalle le galassie di fondo.

Due sono i tipi di approccio possibili: quello statistico e quello locale.

Il metodo statistico (Lugger, 1986; Colless, 1989; Gaidos, 1997) fa uso di valori medi ottenuti su grandi aree di cielo. Tuttavia, come posto in evidenza da Bachall (1996), la funzione di correlazione degli ammassi e dei gruppi di galassie è diversa da zero anche su scale dell'ordine dei 10 Mpc. Tale risultato, confermato anche da Oemler (1974) e Dressler (1978), introduce un'errore pari a circa il 50% nella stima del fondo. A ciò occorre aggiungere che i valori medi disponibili in letteratura sono derivati in bande fotometriche diverse e con tecniche non omogenee.

Il metodo locale, invece, utilizza regioni adiacenti agli ammassi per ottenere una stima diretta dei conteggi di fondo e, quindi, almeno in linea di principio, ovvia a tutti gli inconvenienti del metodo statistico. Esso, però, risulta spesso di

difficile applicazione in quanto richiede la disponibilità di dati su regioni estremamente ampie.

Alcuni autori fanno uso di un metodo ibrido che, pur misurando localmente il valore del fondo stima però l'errore su tale valore (e quindi anche l'accuratezza nella rimozione del fondo) tramite una media su ammassi diversi. Lumsden e al. (1997), per esempio, hanno studiato la FL di un campione di 22 ammassi presenti nell'emisfero celeste meridionale utilizzando i dati nell'Edinburgh/Durham Southern Galaxy Catalog (ESDCC, una survey automatizzata simile alla POSS II). Essi hanno ricavato il valore del fondo dai conteggi di galassie in una regione anulare, centrata sull'ammasso, con un raggio medio di 1° e pari ampiezza, e stimato le fluttuazioni in base alla distribuzione dei valori medi ricavati in ciascun anello. Ciò, come si vedrà in seguito, inficia l'accuratezza dell'intera procedura a causa delle differenze nel valore locale del fondo.

I dati DPOSS, oltre ad essere ottenuti nello stesso sistema fotometrico, possono virtualmente estendersi fino a coprire l'intero emisfero settentrionale. Ciò consente un approccio ottimale al problema della determinazione del fondo.

Nel caso specifico di questo lavoro di tesi, come già detto nel par. 5.5.1, per rivelare gli ammassi si sono isolate le regioni di sovradensità incluse entro un raggio di Abell dal centro dell'ammasso. Questo procedimento consente di applicare la correzione locale del fondo, basata sull'ipotesi che le galassie in eccesso siano correlate alla presenza stessa dell'ammasso, laddove è massimo il rapporto tra il segnale (ammasso) ed il rumore (fondo).

Il valore locale del fondo in corrispondenza di ciascun ammasso è stato stimato prendendo una regione rettangolare centrata su di esso e di dimensioni comprese tra 3 e 5 Mpc. Nello stimare tale valore si è inoltre tenuto conto dell'esistenza di regioni, in prossimità delle stelle sature, in cui l'individuazione delle galassie risulta difficile se non impossibile (par.4.1.3). Per ciascuna regione si è ottenuta anche una stima delle fluttuazioni nei valori del fondo (r.m.s. dei conteggi) che,

Ammasso	Pendenza dei conteggi di galassie del fondo		
	F	J	N
A1	0.43 ± 0.05	0.52 ± 0.07	0.50 ± 0.06
A7	0.46 ± 0.06	0.42 ± 0.06	0.49 ± 0.05
A16	0.51 ± 0.05	0.47 ± 0.04	0.54 ± 0.06
A41	0.58 ± 0.05	0.53 ± 0.06	0.63 ± 0.07
A125	0.46 ± 0.06	0.50 ± 0.05	0.58 ± 0.10
A150	0.52 ± 0.05	0.50 ± 0.03	0.61 ± 0.05
A152	0.50 ± 0.05	0.52 ± 0.03	0.60 ± 0.05
A154	0.45 ± 0.03	0.46 ± 0.03	0.56 ± 0.04
A158	0.46 ± 0.04	0.46 ± 0.04	0.52 ± 0.04
A2703	0.44 ± 0.05	0.53 ± 0.04	0.48 ± 0.05
Valore medio	0.48 ± 0.04	0.49 ± 0.04	0.55 ± 0.05

Tabella 6.1: Pendenza dei conteggi di galassie del fondo misurati nella regione che circonda ciascun ammasso.

come si può vedere dalla Tabella 6.2, risultano essere comprese tra il 24% ed il 60%, in accordo con quanto trovato da Oemler (1974) e Dressler (1978).

L'accuratezza dell'intera procedura può essere verificata confrontando i valori del fondo così ottenuti (Tabella 6.1) con quelli riportati in letteratura.

I valori relativi alle bande F e J , sono in accordo, entro gli errori sperimentali, con quelli derivati da Weir, Djorgovski e Fayyad (1995) impiegando un gruppo diverso di lastre della POSS II:

$$F) \quad 0.52 \pm 0.01$$

$$J) \quad 0.49 \pm 0.01$$

Un confronto più accurato, che tiene conto, oltre che della pendenza dei conteggi, anche del numero totale di oggetti osservato, può essere fatto con Metcalfe,

Ammasso	Valore delle fluttuazioni	Ammasso	Valore delle fluttuazioni
A1	35.2%	A150	25.4%
A7	32.8%	A152	24.3%
A16	24.9%	A154	28.7%
A41	60.5%	A158	29.0%
A125	45.9%	A2703	35.5%
Valore medio			34 ± 11 %

Tabella 6.2: Valore delle fluttuazioni del fondo misurato nella regione che circonda ciascun ammasso (la misura è espressa in percentuale rispetto al valor medio del fondo).

Godwin e Peach (1994) che, impiegando i dati di Metcalfe e al.(1991), Jones e al.(1991), Stevenson, Shnanks e Fong (1986) hanno ricavato un'espressione analitica che dà i conteggi di galassie del fondo per unità di superficie angolare, nella banda b_j .

Per tenere conto della differenza nei sistemi fotometrici, abbiamo applicato ai nostri dati una correzione di 0.45 mag (pari alla differenza in colore media $b_j - J_{POSS II}$ di una galassia 'early type' nei due sistemi; Fukugita e al., 1995). L'ottimo accordo - entro il limite di completezza della DPOSS - (calcolato in modo indipendente come descritto nel par.5.4) - tra i nostri dati e la curva calcolata da Metcalfe e al. è mostrato in Fig.5.1. Il fatto che i punti osservati inizino a discostarsi in modo apprezzabile dalla curva proprio in corrispondenza del limite di completezza è una verifica indiretta della validità del metodo utilizzato nel par. 5.4.

In appendice A sono riportate, insieme alla FL di ciascun ammasso nei filtri F , J ed N , tutte le informazioni determinate durante il processo di estrazione, quali il profilo dell'ammasso, la distribuzione in colore, i conteggi di galassie nella regione del fondo e dell'ammasso.

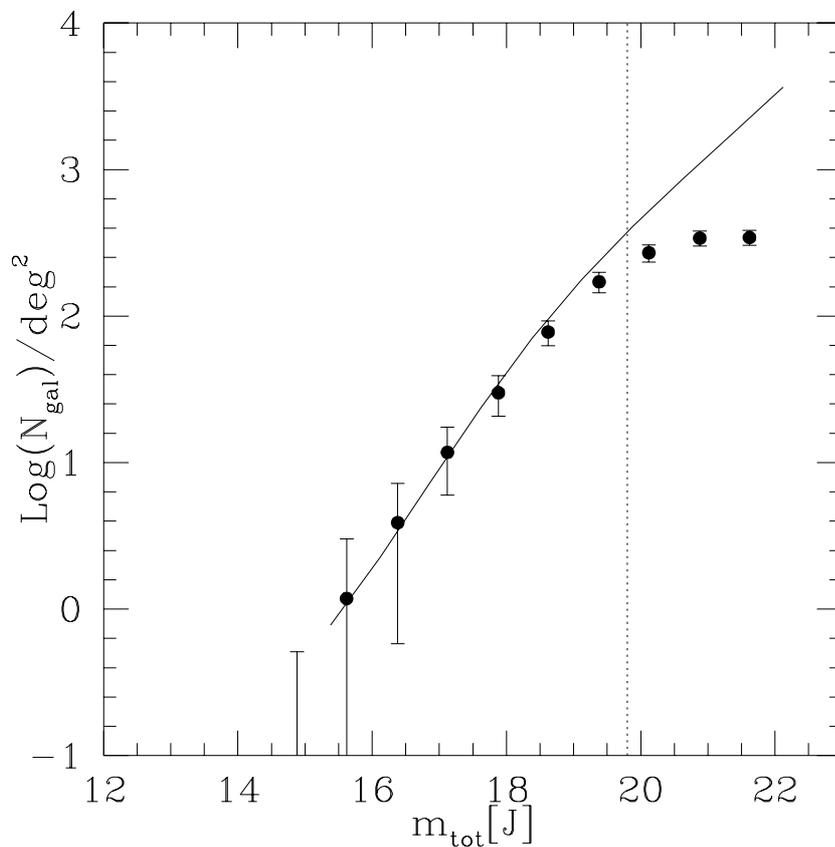


Figura 6.1 : Confronto tra l'espressione analitica dei conteggi di galassie del fondo ricavata da Metcalfe e al.(1994) ed i dati ricavati dal nostro campione. La linea tratteggiata rappresenta il limite di completezza calcolato come descritto nel par.5.4.

6.2 La FL cumulativa

Il ridotto numero di galassie in ciascun ammasso del campione studiato nel corso di questo lavoro ($30 \leq N_{gal} \leq 100$) fa in modo che le fluttuazioni dovute alle differenze nella distribuzione delle galassie tra un ammasso e l'altro, mascherino le proprietà globali. Per questo motivo le FL individuali sono state combinate in

modo da ottenere la FL ‘cumulativa’ del campione.

Il procedimento per ricavare la FL cumulativa è il seguente: gli ammassi sono dapprima ordinati in funzione del loro limite di completezza, con l’ammasso che contiene le galassie più deboli al primo posto. I dati del secondo cluster sono stati quindi sommati, per ciascun intervallo di magnitudine, a quelli del primo. I conteggi di galassie del primo ammasso che cadono oltre il limite di completezza del secondo, vengono poi normalizzati al rapporto tra il numero totale di oggetti contenuti nei due ammassi e quello di oggetti contenuti nel primo entro tale limite. Il processo viene quindi ripetuto aggiungendo, alla funzione cumulativa, ciascuno dei restanti ammassi del campione.

Questo procedimento, ideato da Schechter nel 1976, consente di sommare ammassi che hanno limiti di completezza differenti. Ovviamente la parte debole della FL è determinata essenzialmente dal contributo degli ammassi più vicini.

Come già detto nell’introduzione, la FL cumulativa riportata in figura 6.2 è uno strumento indispensabile per affrontare le problematiche, sia metodologiche che scientifiche, che sono alle radici del presente lavoro di tesi. In altre parole, la FL derivata consente di:

- effettuare un confronto diretto tra l’accuratezza dei dati DPOSS e quelli esistenti in letteratura;
- studiare le variazioni della FL in funzione della banda fotometrica per stabilire se tali variazioni contribuiscono o meno a spiegare le differenze riscontrate tra i diversi autori (tab.2.1, 2.2);
- confrontare la FL delle galassie di campo con quella del nostro campione di ammassi e di verificare se la funzione di luminosità ha o meno carattere ‘universale’;
- studiare la dipendenza della FL da alcune caratteristiche fisiche degli ammassi di galassie: presenza di galassie brillanti, densità, stato evolutivo

dell'ammasso, redshift (epoca), ecc.

6.3 Il confronto con la letteratura

Le FL cumulative, nei filtri F , J ed N sono riportate in figura 6.1, insieme alle rispettive funzioni di Schechter (eq.2.25) che meglio rappresentano le distribuzioni (ottenute attraverso il metodo dei minimi quadrati).

Il numero di oggetti riportato sulle ordinate è definito a meno di una costante arbitraria di normalizzazione in quanto il numero totale di galassie dipende dalla regione osservata (ammassi ricchi/poveri, prossimi al centro/al bordo della lastra). Ciò a cui siamo interessati è la forma della FL, che misura il contributo relativo delle galassie in ciascun intervallo di luminosità al numero totale. Sono inoltre, riportate le griglie di χ^2 relative ai parametri del fit.

Il parametro α , seppure incompatibile col valore tipico trovato da Schechter ($\alpha = -1.25$), è in accordo con quanto riscontrato da altri autori: in J il risultato è confrontabile con Valotto e al. (1997), i quali trovano valori compresi tra -1.4 e -1.6 (nella banda b_j) a seconda del campione impiegato; in F , con $\alpha = -1.42 \pm 0.05$ ottenuto da Bernstein e al. (1995) nella banda R , in uno studio dell'ammasso di Coma o con $\alpha \simeq -1.5$ di Driver e al.(1994). La compatibilità dei valori di M^* con quelli ottenuti rispettivamente da P.M.Lugger (1986) e M.Colless (1989) nelle bande R e B_j è evidenziata nelle figure 6.3 e 6.4. In ambedue i casi è stata applicata una correzione pari alla differenza tra i sistemi fotometrici (Fukugita e al., 1995):

$$R - F \simeq 0.33 \text{ mag}$$

$$B_j - J \simeq 0.50 \text{ mag.}$$

Le differenze che si riscontrano per $M \leq -23$ sono dovute alle galassie più brillanti la cui presenza, trattandosi di oggetti rari, è fortemente dipendente dalla scelta del campione. È interessante notare che Lugger e Colless ottengono rispettivamente

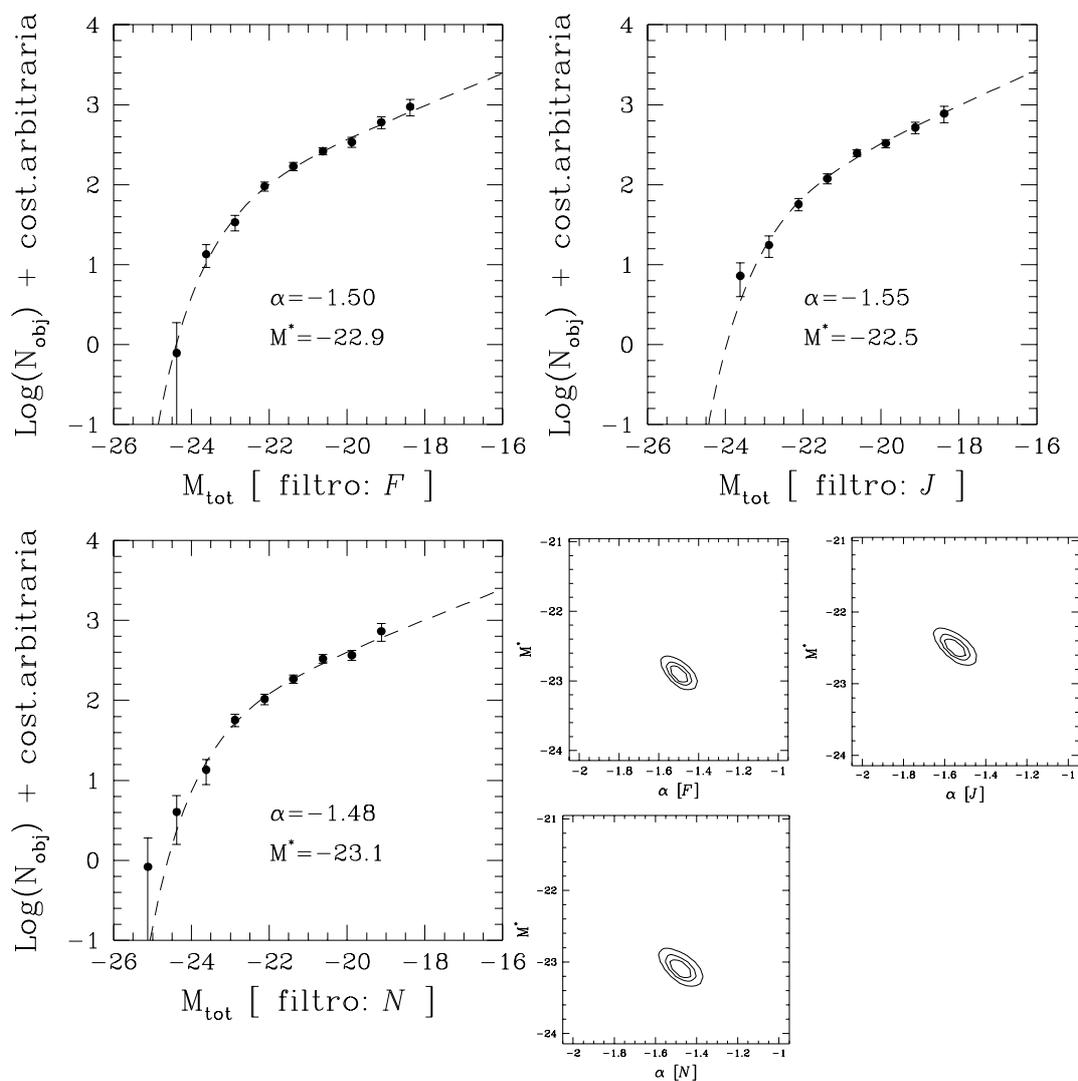


Figura 6.2 : La FL cumulativa del campione in tab.5.1. Per ciascun filtro è rappresentata la funzione di Schechter ed i parametri α ed M^* ottenuti minimizzando il valore del χ^2 , nonché le griglie di χ^2 relative ai livelli di confidenza del 68%, 90% e 99.7%.

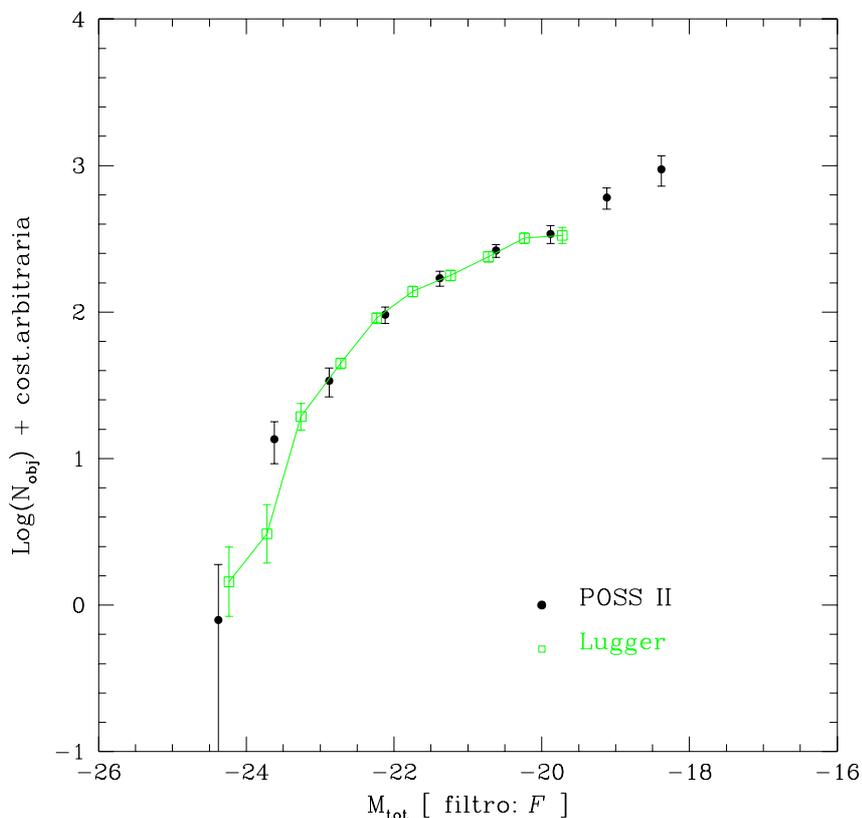


Figura 6.3 : Il confronto tra la FL ricavata da Lugger (1986) e la FL cumulativa ottenuta dai dati della POSS II.

$\alpha = -1.27 \pm 0.22$ e $\alpha = -1.21 \pm 0.15$. La differenza in con i risultati della DPOSS è dovuta alla maggiore profondità (1.5 mag) di questo lavoro rispetto a quelli di Lugger e di Colless. Ciò dimostra che gli studi che riguardano l'estremità brillante della FL tendono a sottostimare il contributo delle galassie più deboli di un fattore ~ 2 e può contribuire a spiegare il disaccordo che si riscontra tra le misure ricavate attraverso la FL e i conteggi di galassie.

Le griglie di confidenza della fig.6.2 mostrano inoltre che, a differenza di altri

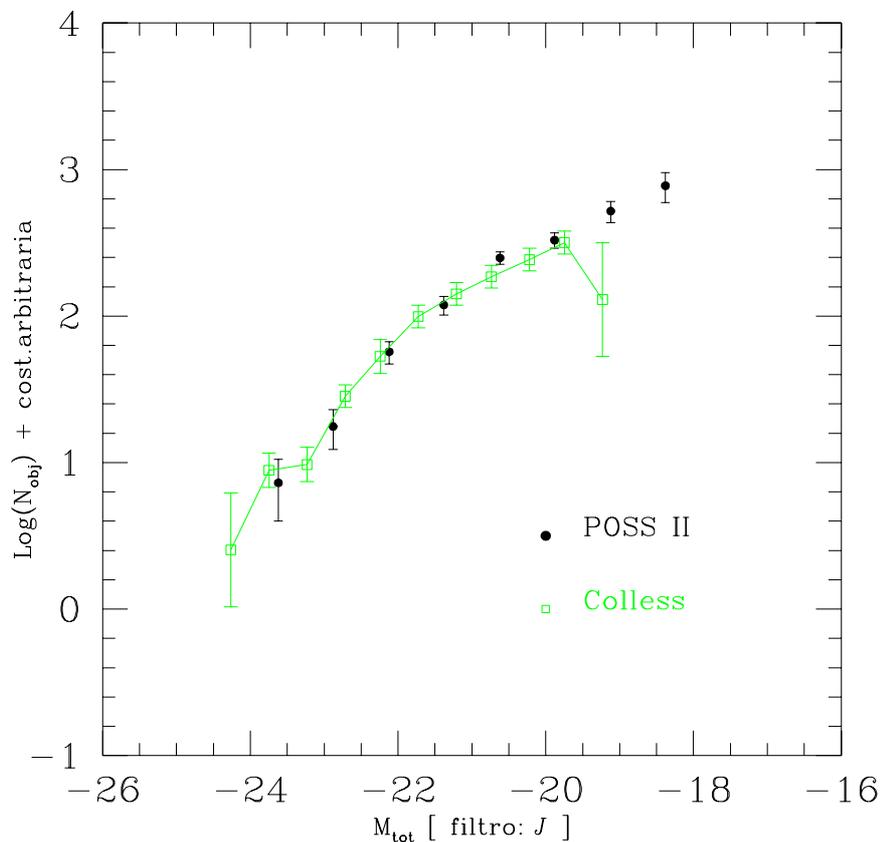


Figura 6.4 : Il confronto tra la FL di Colless (1989) e quella della POSS II.

lavori sulla FL degli ammassi ($\alpha = -1.09 \pm 0.08$ (Gaidos, 1997), $\alpha = 0.95 \pm 0.2$ (Garilli e al., 1992)), i nostri risultati non sono compatibili con quelli del campo dove $\alpha \simeq 1.1$. Questi dati suffragano l'ipotesi di una netta differenza tra la FL delle galassie di campo ($\alpha \geq -1.1$) e quelle degli ammassi, dovuta probabilmente alle diverse condizioni ambientali: densità, abbondanza di idrogeno intergalattico, fenomeni di interazione, etc...

6.4 Dipendenza della FL dalla banda fotometrica

Dalla fig.6.2 è possibile notare che la pendenza della FL risulta maggiore nel blu (J) che nelle altre bande; questa tendenza è già stata ipotizzata da altri autori (Saracco e al., 1995; Cavaliere e Menci, 1997; Driver e al., 1994) ed addotta come possibile giustificazione dell'eccesso di galassie osservato nel blu rispetto agli altri colori (Koo, 1986; Tyson, 1988; Cowie e al., 1988). Tuttavia, il confronto tra le griglie di confidenza mostra che le differenze osservate nel nostro campione sono compatibili con gli errori sui parametri e non forniscono dunque una prova certa di una dipendenza dalla banda impiegata.

Per quanto riguarda M^* , le differenze tra un filtro e l'altro sono consistenti con il termine di colore medio, per galassie ellittiche, misurato da Fukugita, Shimasaku e Ichikawa (1995):

$$g - r \simeq 0.44 \text{ mag}$$

$$r - i \simeq 0.26 \text{ mag}$$

6.5 Dipendenza della FL dalla presenza di galassie dominanti

Nel lavoro del 1976 Schechter sostiene che la funzione analitica da lui proposta per rappresentare la FL non si adatta bene a rappresentare il contributo dovuto alle galassie cD. È possibile che la formazione delle galassie dominanti negli ammassi sia influenzata da fattori diversi da quelli che determinano la distribuzione in luminosità globale (vedi par.6.7). Questa supposizione ha spinto in passato molti autori ad escludere dagli ammassi le galassie dominanti, prima di determinare i valori dei parametri della funzione di Schechter.

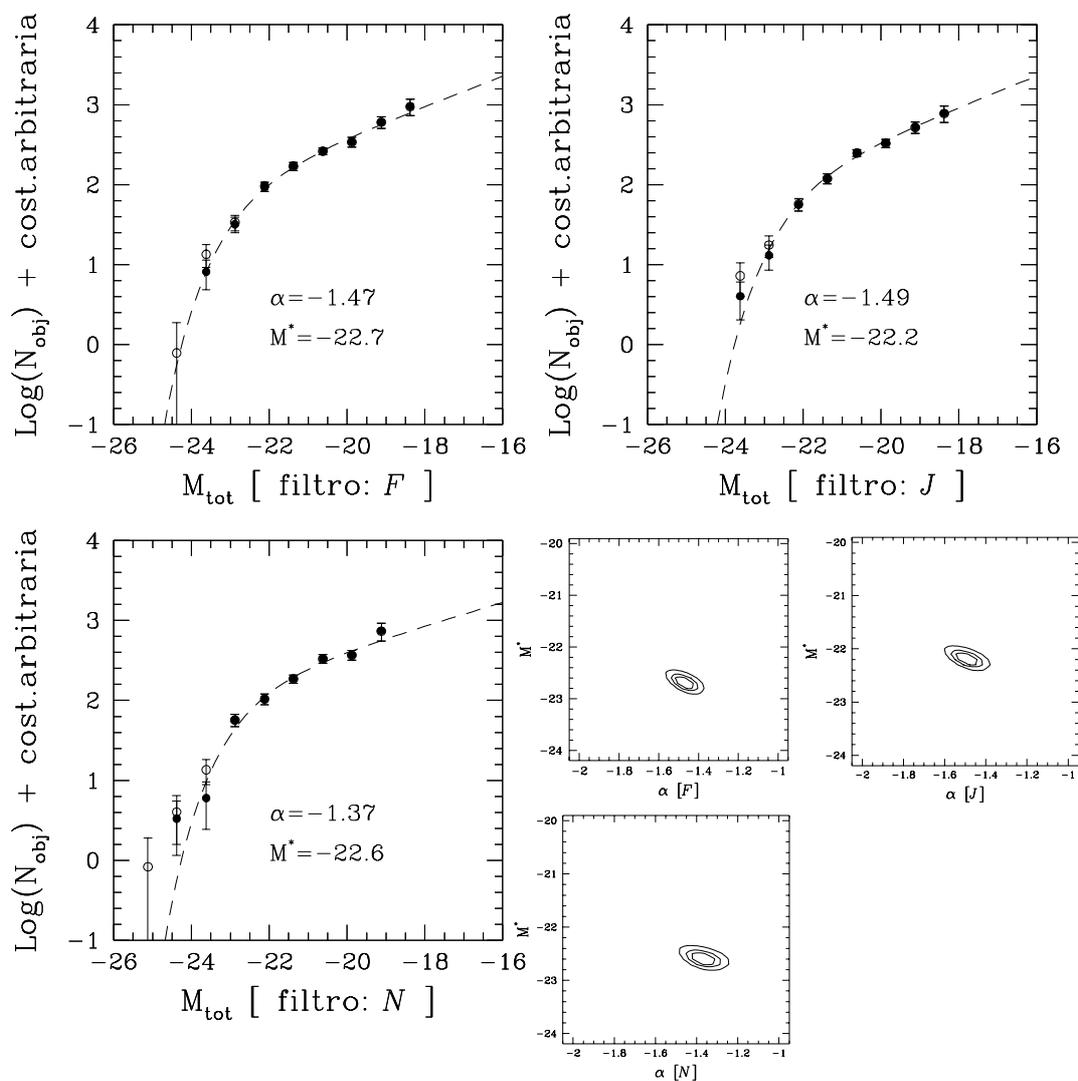


Figura 6.5 : La FL cumulativa ottenuta escludendo la galassia dominante da ciascun ammasso del campione (punti pieni) e le mappe di confidenza relative alla funzione di Schechter. I punti vuoti rappresentano la FL totale della fig.6.2 in cui sono incluse le galassie dominanti.

Nella fig.6.5 è possibile osservare la FL cumulativa e le relative griglie di χ^2 , che si ottengono includendo o escludendo le galassie dominanti degli ammassi. In F e J si riscontra una variazione compresa tra 0.03 e 0.05 in α e di circa 0.3 mag in M^* ; in N M^* varia di 0.5 mag e α di ~ 0.1 . In tutti i casi i risultati sono compatibili entro gli errori sperimentali.

Generalmente la posizione del baricentro degli ammassi di galassie viene associata a quella della galassia dominante. Poichè la FL misura il contributo relativo di galassie di una data luminosità, centrando sistematicamente le osservazioni sulla galassia dominante degli ammassi si sovrastima il contributo di tali oggetti alla distribuzione complessiva.

In questo lavoro il processo di estrazione della FL consente di individuare la presenza di un ammasso in base al profilo di densità della regione esplorata, e non tiene conto della gerarchia in luminosità dei suoi componenti. In molti casi, come è possibile osservare dalle immagini in appendice A che riportano la distribuzione delle galassie di ciascun ammasso, la regione di sovradensità non è centrata sulle galassie dominanti. Questo permette di non sovrastimare il contributo tali oggetti e può spiegare il fatto che (fig.6.2) la funzione di Schechter sembra rappresentare bene la distribuzione in luminosità delle galassie del nostro campione, senza significative deviazioni all'estremità brillante.

6.6 Dipendenza della FL dalla densità dell'ambiente

Metcalf, Godwin e Peach (1976 e seguenti) hanno riscontrato una dipendenza del profilo della FL dalla regione utilizzata per determinare i conteggi di galassie dell'ammasso. Il loro lavoro evidenzia una carenza di galassie blu nelle regioni centrali dell'ammasso, dovuto ad un effetto di segregazione morfologica.

Il procedimento qui utilizzato per individuare la regione effettivamente occu-

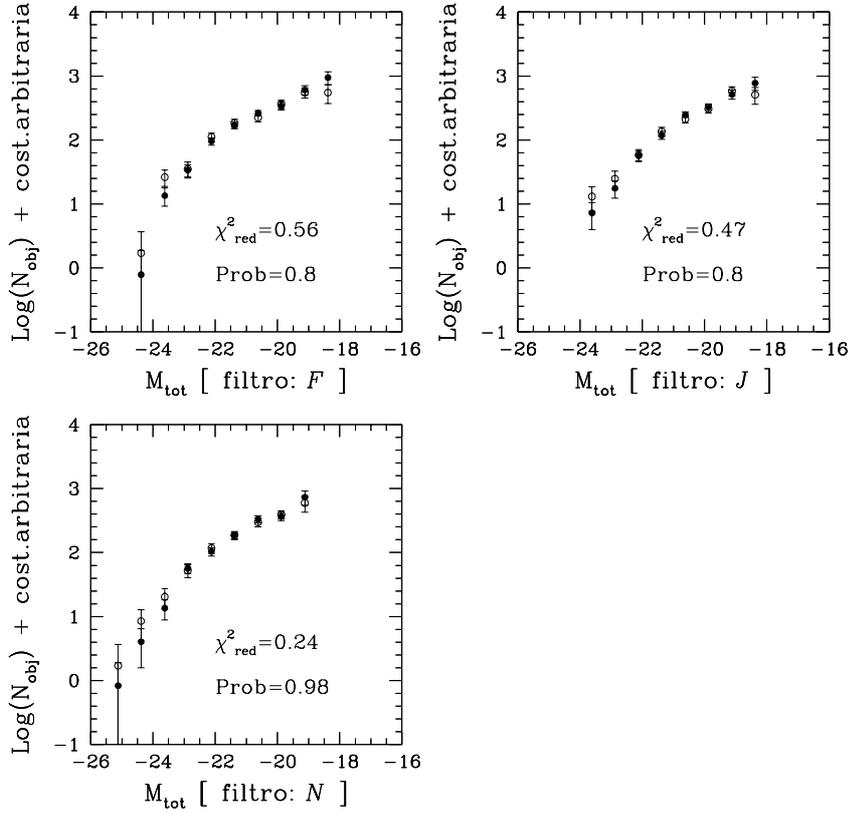


Figura 6.6 : Il confronto tra la FL relativa ad una selezione in densità oltre 1.5σ dal livello del fondo (punti pieni) ed una a 3σ (punti vuoti).

pata dall'ammasso in base al contrasto di densità con il fondo (par.5.51), consente di valutare l'eventuale presenza di una dipendenza della FL dalla densità locale di galassie e dalla distanza dal centro dell'ammasso. A tal fine la procedura di estrazione della FL è stata applicata una seconda volta, elevando la soglia di individuazione da 1.5 a 3 deviazioni standard, oltre il livello medio del fondo.

Questa scelta equivale a selezionare le sole regioni interne degli ammassi, riducendo di conseguenza il numero di galassie che contribuiscono a determinare

la FL cumulativa. La variazione dell'area della regione occupata dall'ammasso, dipende strettamente dal profilo di densità dello stesso e può essere molto limitata nel caso di ammassi compatti, o notevole per ammassi diffusi o che cadono in regioni in cui le fluttuazioni del fondo sono elevate.

La FL cumulativa corrispondente ad una soglia di 3σ è stata confrontata, in ciascun filtro, con quella ricavata ad 1.5σ (fig.6.6). Le distribuzioni, che differiscono nel numero totale di galassie di $\sim 40\%$, risultano compatibili entro gli errori sperimentali, con una probabilità ≥ 0.8 che le due distribuzioni siano estratte dallo stesso campione.

Due tra gli ammassi del campione, A125 e A158, presentano una struttura 'doppia', nel senso della presenza di due regioni di sovradensità molto ravvicinate. Non è possibile sapere, senza misure accurate di redshift, se si tratti di un effetto dovuto ad una insolita fluttuazione del fondo, ad un ammasso che cade in prossimità dell'ammasso di Abell per motivi prospettici, o alla struttura intrinseca dell'ammasso stesso. In questi due casi i conteggi di galassie possono differire di oltre il 60% a seconda della soglia utilizzata per isolare l'ammasso. In figura 6.7 sono rappresentate le FL di ciascuna delle componenti che costituiscono questi ammassi doppi.

Questa constatazione offre lo spunto per esplorare la dipendenza della FL da ammassi con profili di densità particolari, cosa che sarà senz'altro possibile impiegando la procedura sviluppata per la POSS II, non appena, col progredire del progetto CRoNaRio, il campione di ammassi disponibile diventerà più vasto.

6.7 Dipendenza della FL dalla classificazione di Bautz-Morgan

Secondo la teoria espressa da Hausman e Ostriker (1978), le galassie cD si accrescono a spese delle altre galassie massive dell'ammasso. Questa ipotesi, detta

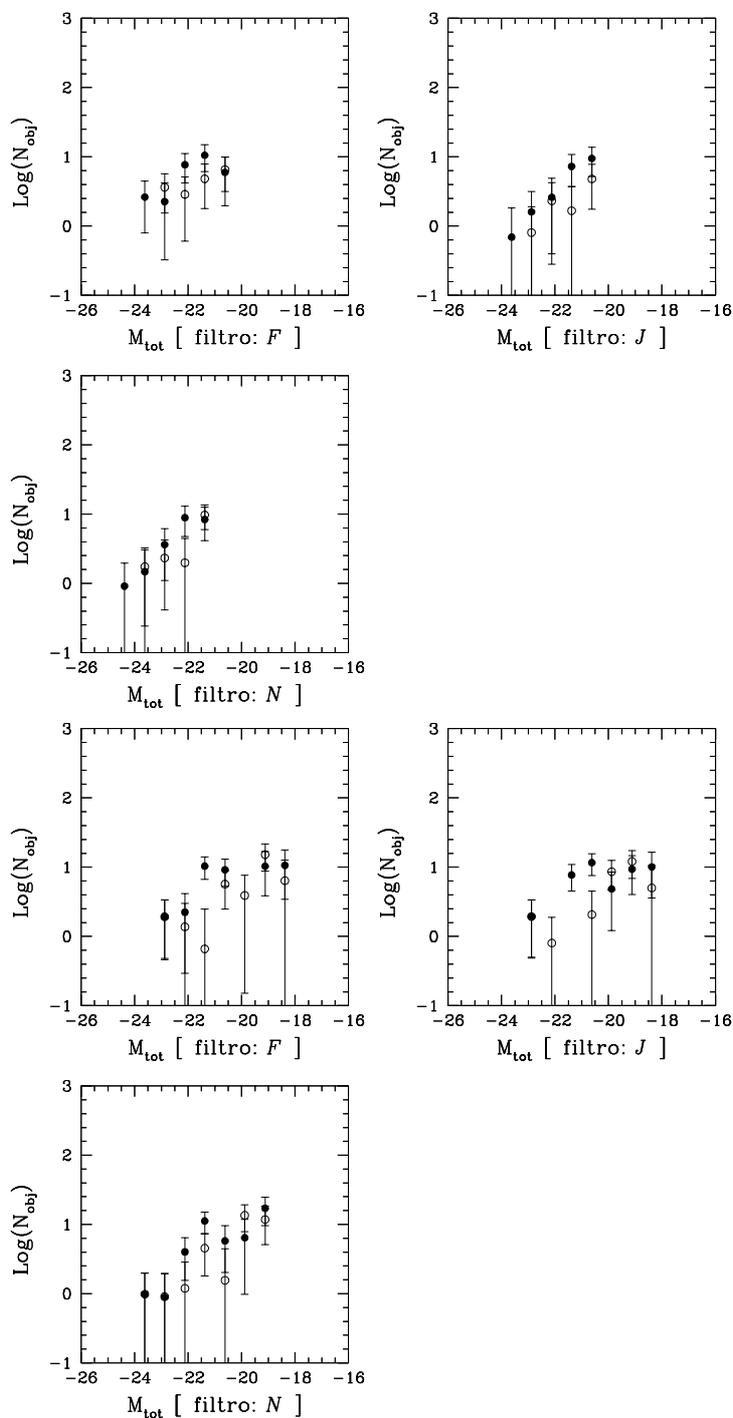


Figura 6.7 : La FL di ciascuna delle due componenti degli ammassi A125 (in alto) e A158 (in basso); i punti pieni rappresentano la componente Est mentre quelli vuoti la componente Ovest dell'ammasso.

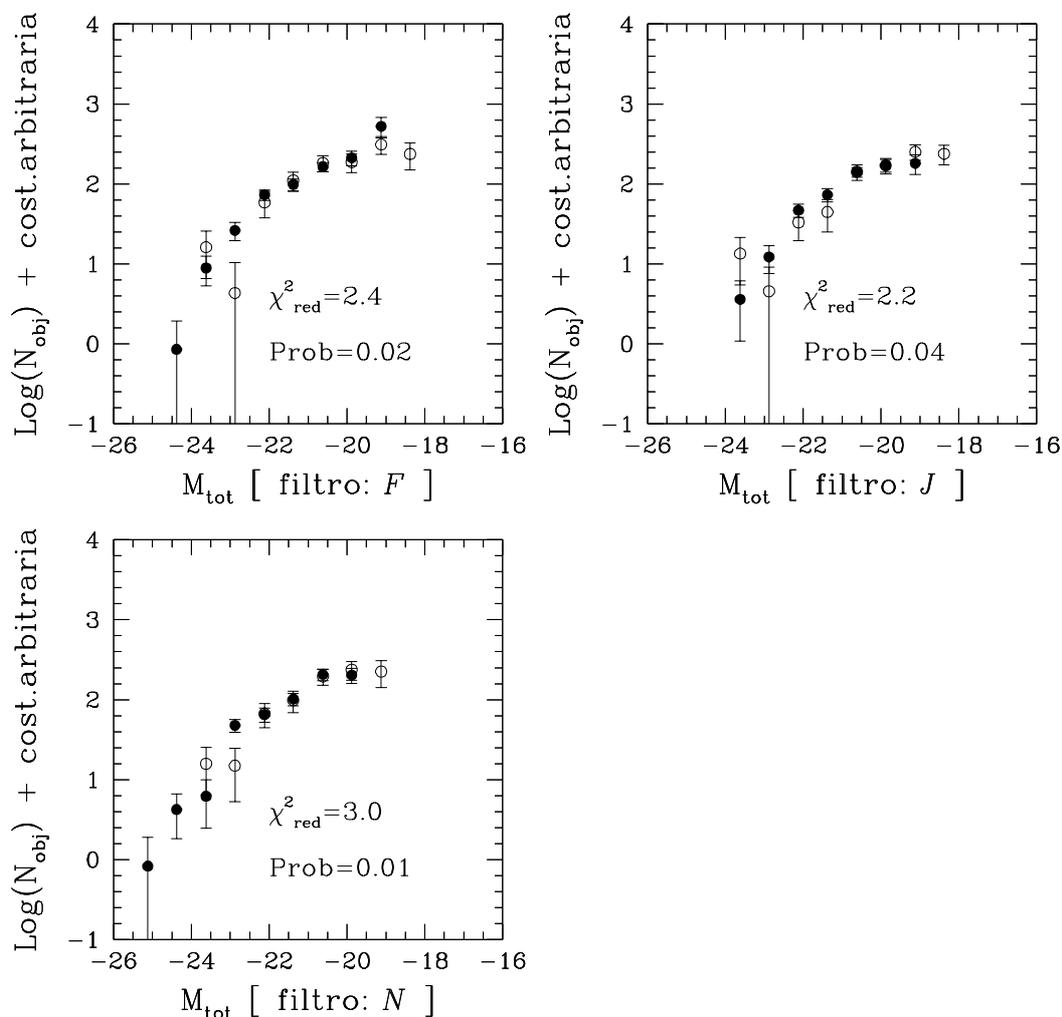


Figura 6.8 : Il confronto tra la FL cumulativa degli ammassi di tipo BM I (cerchi vuoti) e BM II-III (cerchi pieni).

del ‘cannibalismo galattico’, prevede l’esistenza un deficit di galassie brillanti negli ammassi evoluti.

Il sistema di classificazione di Bautz-Morgan (par.1.2), si basa sul contrasto

in magnitudine tra la galassia più brillante e le altre galassie dell'ammasso. Pertanto, in accordo con il modello di Hausman e Ostriker, ci si aspetta di osservare una correlazione tra la classificazione degli ammassi e la loro FL, nel senso che gli ammassi del primo tipo di B-M (BM I) dovrebbero avere una distribuzione in luminosità caratterizzata da una carenza di galassie brillanti, rispetto agli ammassi di tipo II e III.

Per verificare questo comportamento il campione è stato suddiviso nei due sottoinsiemi BM I e BM II+III. Per ciascun gruppo è stata costruita la FL cumulativa e le due sono state confrontate nei tre filtri. La fig.6.6 riporta il valore del χ^2 minimo tra le due distribuzioni e la probabilità che il χ^2 sia maggiore di quello osservato. I due sottocampioni, pur possedendo un χ^2 elevato, non differiscono entro i 3σ e quindi non è possibile affermare che si tratta di distribuzioni incompatibili (99.7%). Le differenze che si riscontrano all'estremità brillante della FL, in cui per gli ammassi di tipo BM I, a differenza dei BM II e III, il primo punto è sistematicamente più alto del secondo, sono esattamente quelle che ci si aspetta di trovare in base al criterio di classificazione di B-M, cioè un contrasto tra la galassia dominante e le altre galassie brillanti. Ciò però non altera il resto della distribuzione, a differenza di quanto previsto dalla teoria del cannibalismo.

Questo risultato conferma quanto già osservato da Lugger (1986) e da Colless (1989), i quali non hanno riscontrato correlazioni significative tra la classificazione di Bautz-Morgan e le caratteristiche della FL.

6.8 Dipendenza della FL dal redshift

La validità dell'ipotesi di un carattere universale della FL dipende strettamente dai fattori che influenzano la nascita e l'evoluzione delle galassie. Se le galassie sono strutture in continua evoluzione ciò deve riflettersi in una correlazione tra la loro distribuzione in luminosità ed il redshift. Alcuni autori (Lilly e al., 1995)

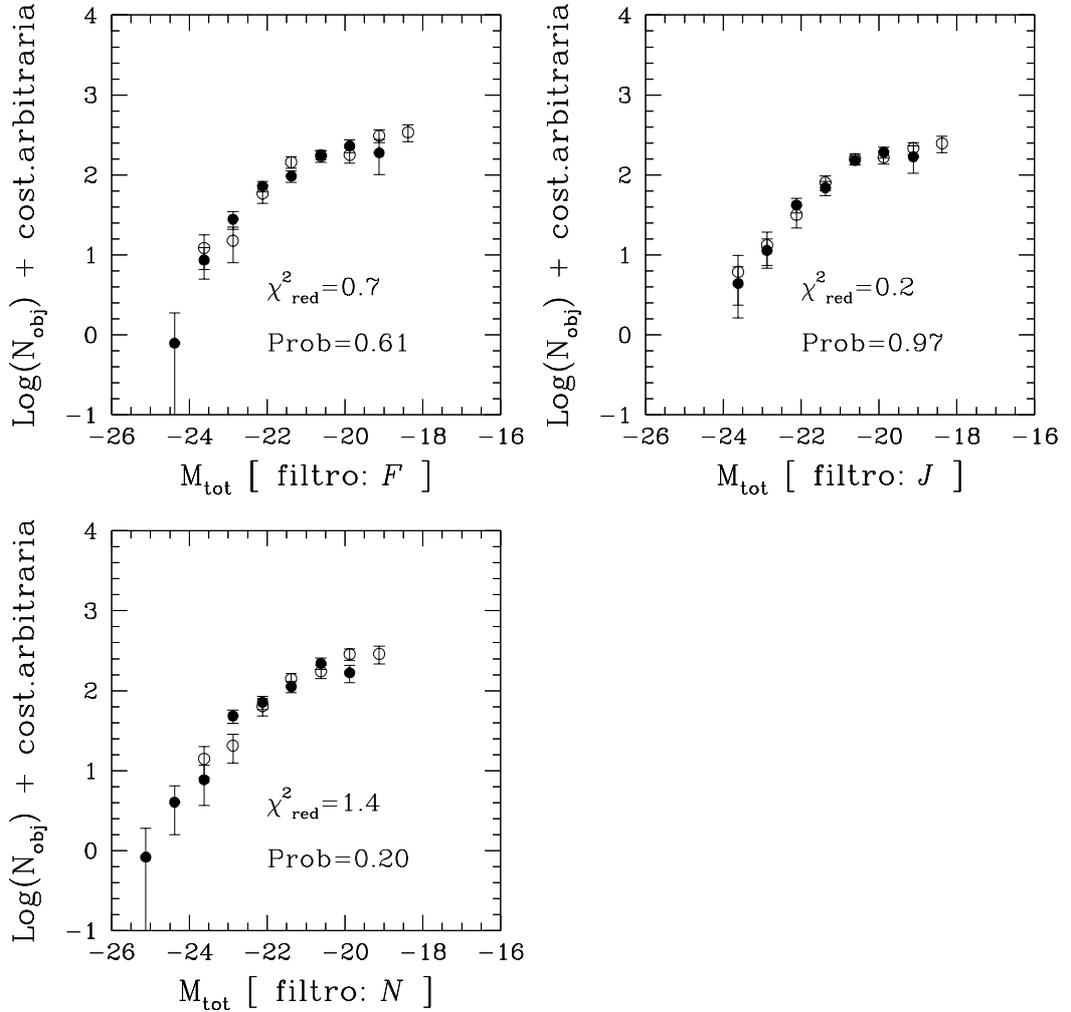


Figura 6.9 : Il test del χ^2 effettuato sugli ammassi con $z \leq 0.1$ (cerchi vuoti) rispetto a quelli con $z \geq 0.1$ (cerchi pieni).

giustificano l'eccesso di galassie osservate nel blu con i diversi meccanismi evolutivi che influiscono sulle galassie brillanti rispetto a quelle più deboli.

Tali effetti sono di notevole rilievo per la cosmologia osservativa in quanto

possono spiegare le discrepanze osservate tra la distribuzione in redshift delle galassie ed i conteggi in funzione della magnitudine, senza la necessità di rivedere gli attuali modelli cosmologici (De Propris e al., 1995).

Per valutare la correlazione esistente tra il redshift e la FL, il campione di ammassi è stato suddiviso in due gruppi: $0 \leq z \leq 0.1$ e $0.1 \leq z \leq 0.3$. Le FL cumulative dei due sottocampioni sono state quindi confrontate attraverso un test del χ^2 (fig.6.9).

Le probabilità risultanti confermano l'impossibilità di distinguere le due distribuzioni. Questo conduce alla conclusione che gli effetti evolutivi, se presenti, si manifestano solo a redshift più elevati. Ciò è in accordo con Lilly e al. (1995), che riscontrano variazioni significative della FL delle galassie solo per $z \geq 0.5$.

6.9 Dipendenza della FL dalla stima della magnitudine

Nel par.2.3.1 sono state discusse le difficoltà che si incontrano nel tentativo di determinare la magnitudine assoluta totale di una galassia. Le magnitudini totali dipendono dal metodo impiegato per la riduzione dei dati e dalle correzioni che si utilizzano per estrapolare il profilo di luminosità delle galassie al di sotto del valore del fondo cielo. Inoltre il risultato può dipendere dal tipo di rivelatore (CCD o lastra fotografica).

Per questo motivo alcuni autori utilizzano, per determinare la FL delle galassie, le magnitudini isofotali, che pur introducendo una dipendenza dall'isofota utilizzata, non richiedono l'utilizzo di fattori correttivi per tenere conto del flusso luminoso perso.

Una verifica della dipendenza del profilo della FL dal tipo di magnitudini utilizzate, è stata effettuata confrontando la FL cumulativa della fig.6.2, ottenuta impiegando le magnitudini totali misurate da SKICAT, con quella ricavata dalle

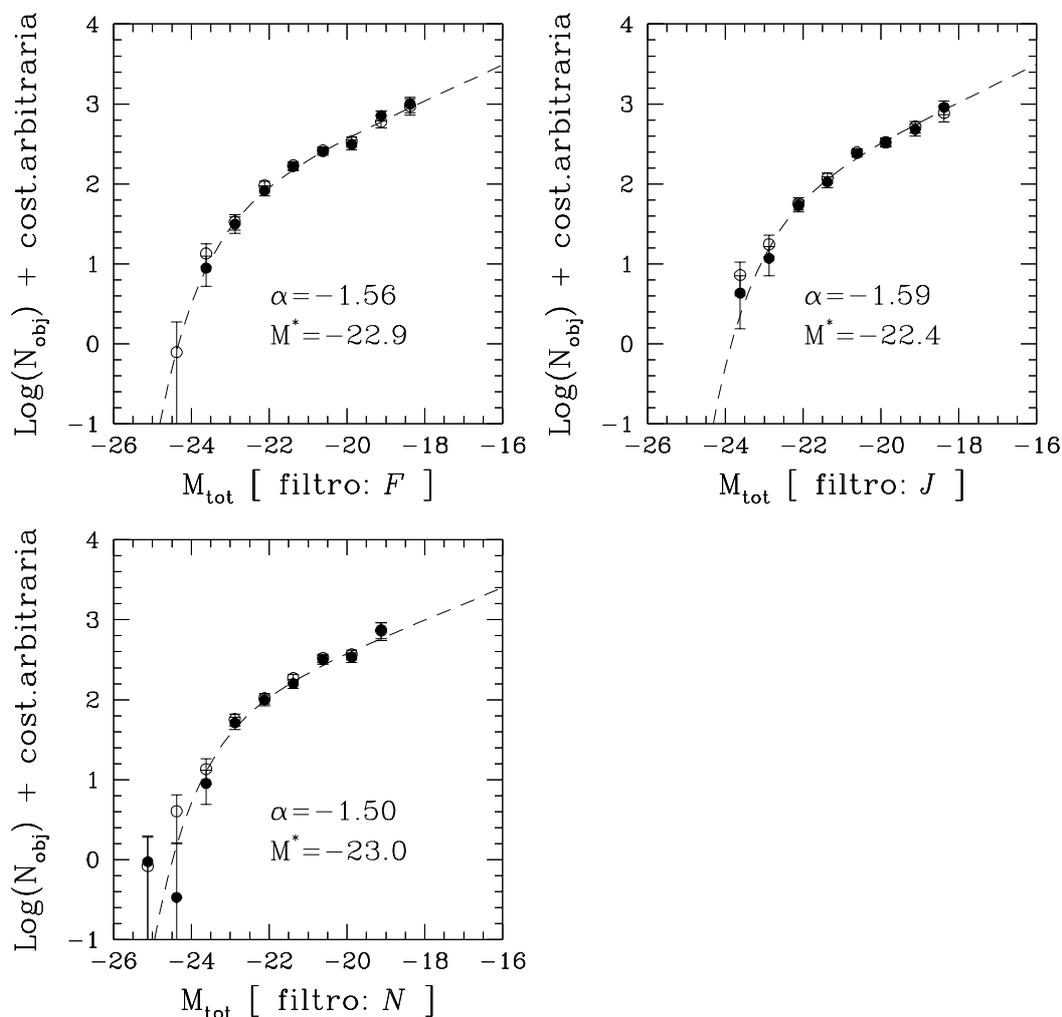


Figura 6.10 : Il confronto tra la distribuzione in magnitudine totale (cerchi vuoti) e quella in magnitudine isofotale (cerchi pieni).

magnitudini isofotali. La differenza tra queste due misure di luminosità è prodotta sostanzialmente dalla diversa regione sulla quale viene integrato il flusso dell'oggetto (par.3.3.2). I parametri α ed M^* ricavati dalla distribuzione in magni-

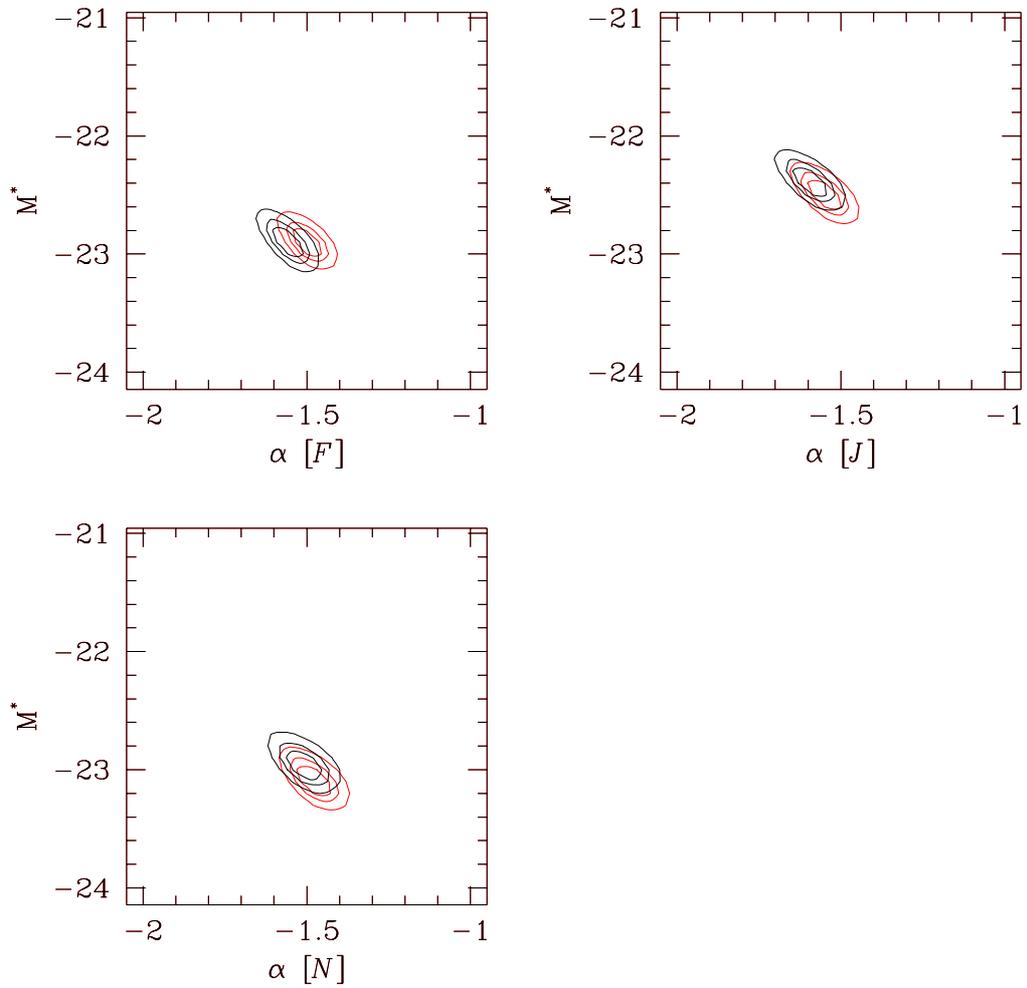


Figura 6.11 : Il confronto tra i parametri di Schechter relativi alle due distribuzioni della figura 6.10.

tudine isofotale sono riportati in figura 6.10. Le griglie di χ^2 (fig.6.11) dimostrano che tali parametri, nel caso dei cataloghi del PNSC, non dipendono dal tipo di magnitudini impiegate.

Un lieve effetto associato alla una perdita di flusso dovuta all'impiego delle magnitudini isofotali al posto di quelle totali, si manifesta soltanto all'estremità brillante della distribuzione dove a causa dell'elevata luminosità delle galassie, una porzione consistente del flusso può cadere al di fuori dell'isofota di individuazione.

Conclusioni

In questo lavoro di tesi abbiamo sviluppato un metodo che garantisce una notevole omogeneità dei dati sperimentali ed una precisa valutazione dei parametri che intervengono nella determinazione della FL degli ammassi di galassie (conteggi di galassie del fondo, valore delle fluttuazioni, ecc...).

In tal modo è stato possibile utilizzare i dati della DPOSS per studiare la FL di un campione di 10 ammassi e la dipendenza della FL cumulativa da vari parametri, quali la banda fotometrica impiegata, la presenza o meno di una galassia dominante, la densità, lo stato evolutivo dell'ammasso, l'epoca.

I risultati mostrano che la maggiore profondità della survey rispetto ad altri lavori presenti in letteratura, consente di determinare in modo più accurato il contributo delle galassie deboli alla distribuzione complessiva. L'abbondanza di tali galassie nel nostro campione è incompatibile con i risultati che si ottengono studiando la FL delle galassie di campo, e suggerisce la presenza di una dipendenza della FL dalla densità dell'ambiente.

Il nostro campione, inoltre, non mostra significative variazioni correlate alle caratteristiche degli ammassi, ed avvalorava, quindi, l'ipotesi del carattere universale della FL degli ammassi di galassie.

Nonostante ciò, sono da considerare i limiti dovuti in primo luogo alla completezza dei cataloghi del PNSC, che non consentono di valutare il comportamento della parte più debole della FL ($M \geq 18$), nonché la consistenza numerica del campione, che non consente di escludere eventuali effetti di selezione dovuti alla scelta degli ammassi.

Lo sviluppo del progetto CroNaRio e l'ampiezza della regione celeste che ben presto sarà disponibile nei cataloghi del PNSC, consentiranno di estendere le ricerche ad un numero di ammassi significativamente più ampio (in linea di principio a tutti quelli presenti nell'emisfero settentrionale), facendo uso degli strumenti di analisi sviluppati nel corso di questa tesi, e di dare quindi un peso statistico ben più elevato ai risultati raggiunti.

Appendice A

Il campione di ammassi

Nelle pagine seguenti vengono riportate le immagini relative al processo di estrazione della FL (cap.5) di ciascun ammasso del campione in tabella 5.1.

- (A): Dall'alto a sinistra: regione del cielo estratta dai cataloghi, regione dell'ammasso, distribuzione degli oggetti nel piano m_{tot} vs m_{core} , diagramma colore-colore;
- (B): Conteggi di galassie dell'ammasso (cerchi pieni), del fondo (cerchi vuoti) e limite di completezza (linea tratteggiata) in ciascun filtro;
- (C): FL dell'ammasso e limite di completezza in ciascun filtro.

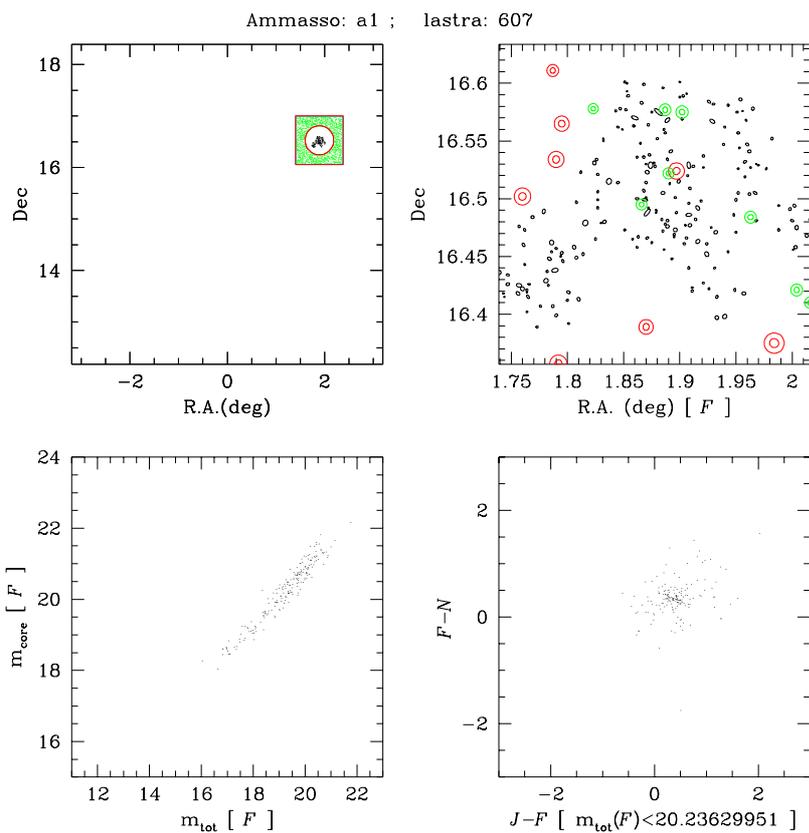


Figura A.1 : [A1 (A)]

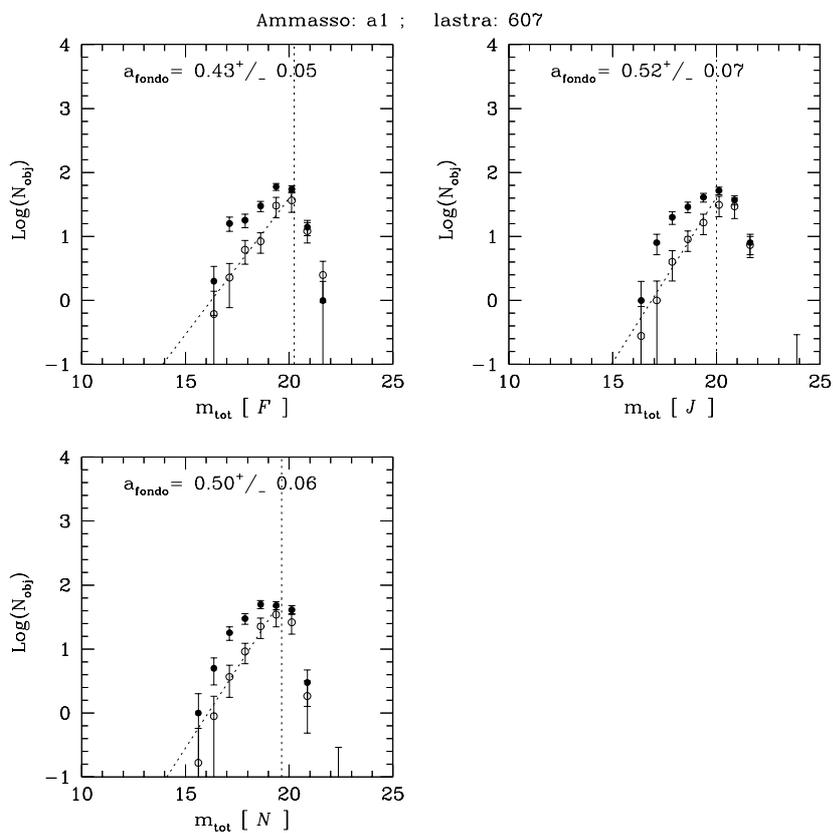


Figura A.2 : [A1 (B)]

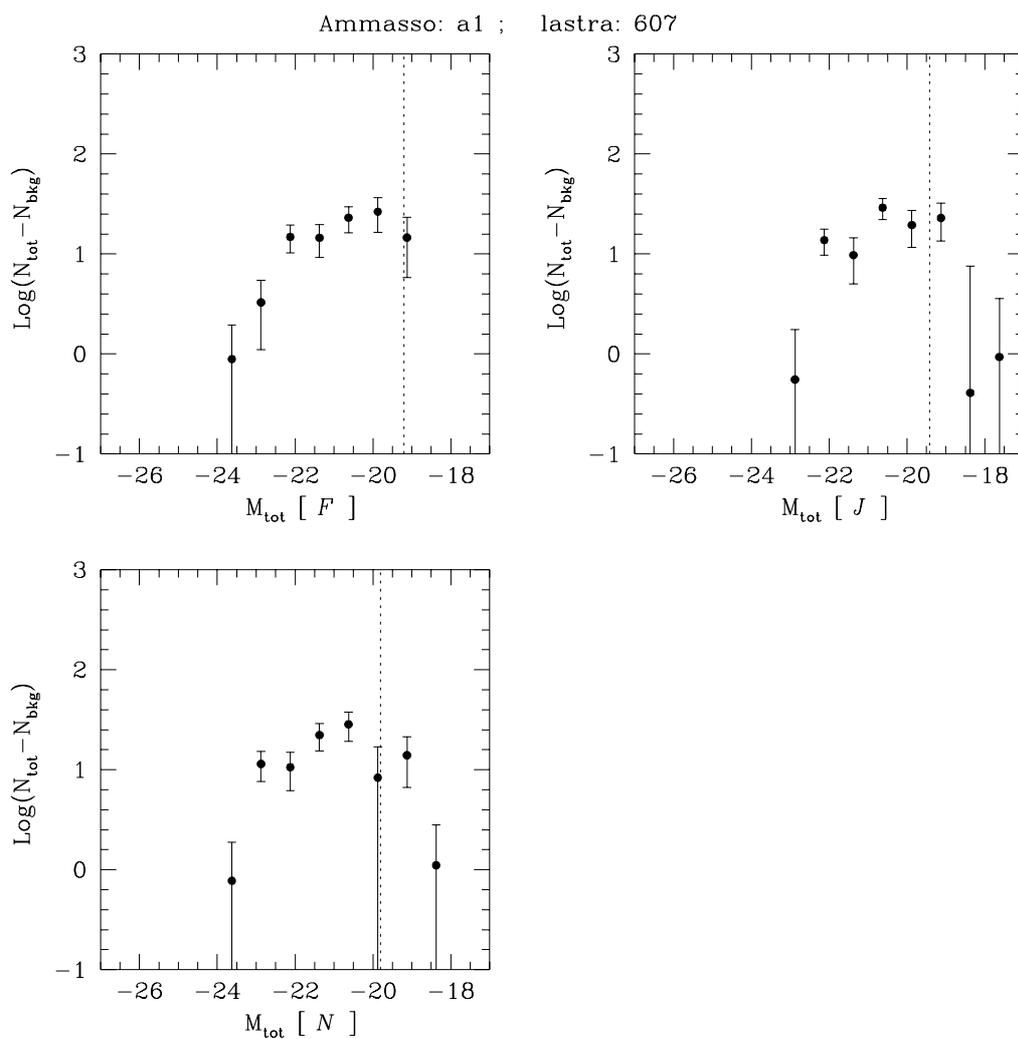


Figura A.3 : [A1 (C)]

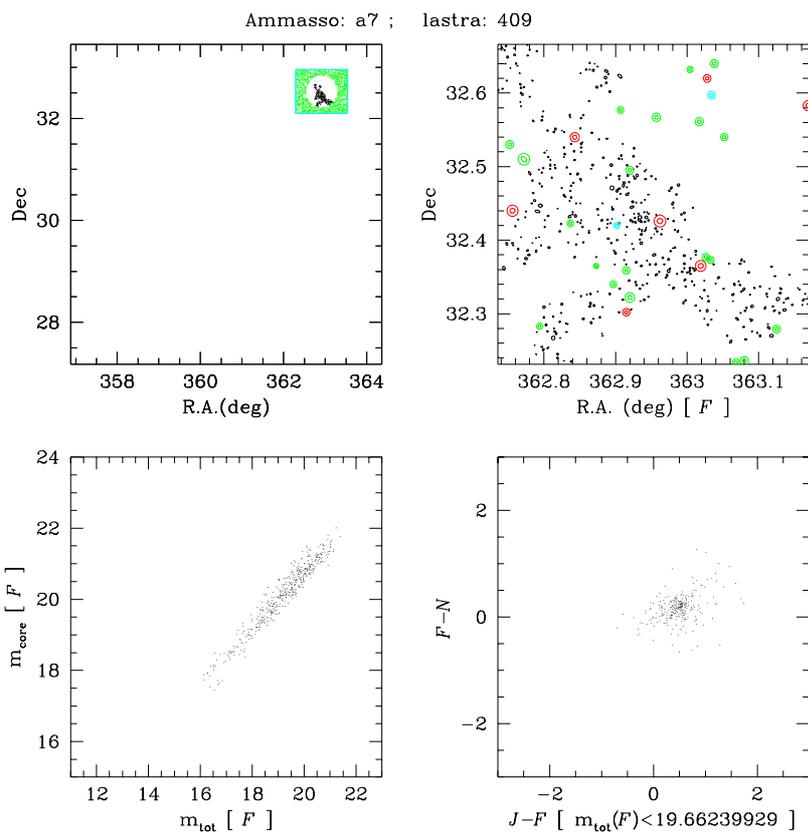


Figura A.4 : [A7 (A)]

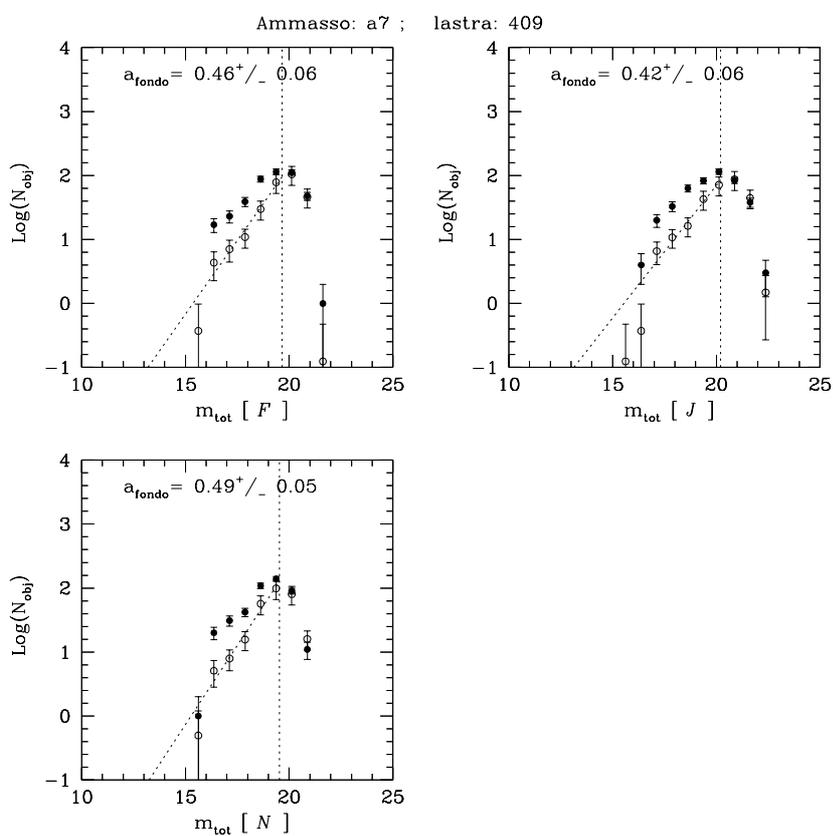


Figura A.5 : [A7 (B)]

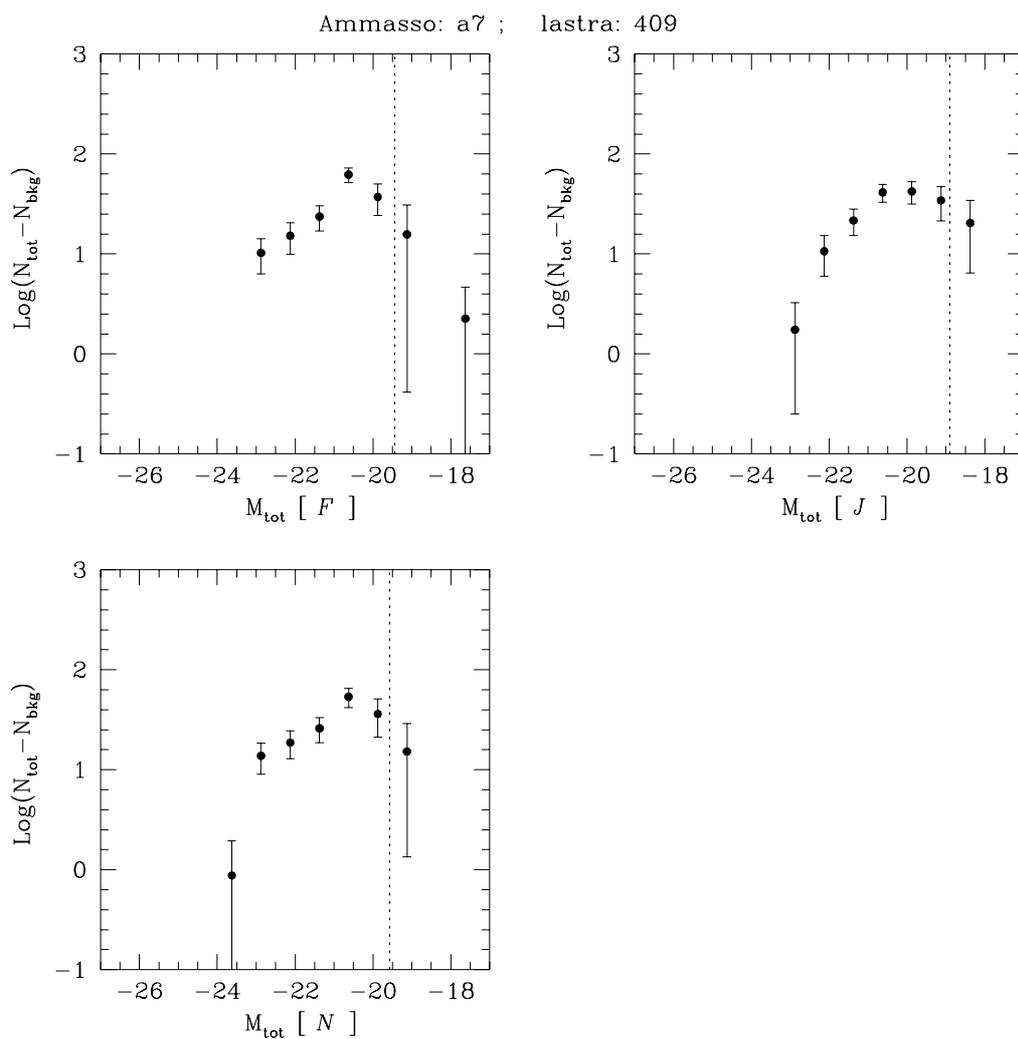


Figura A.6 : [A7 (C)]

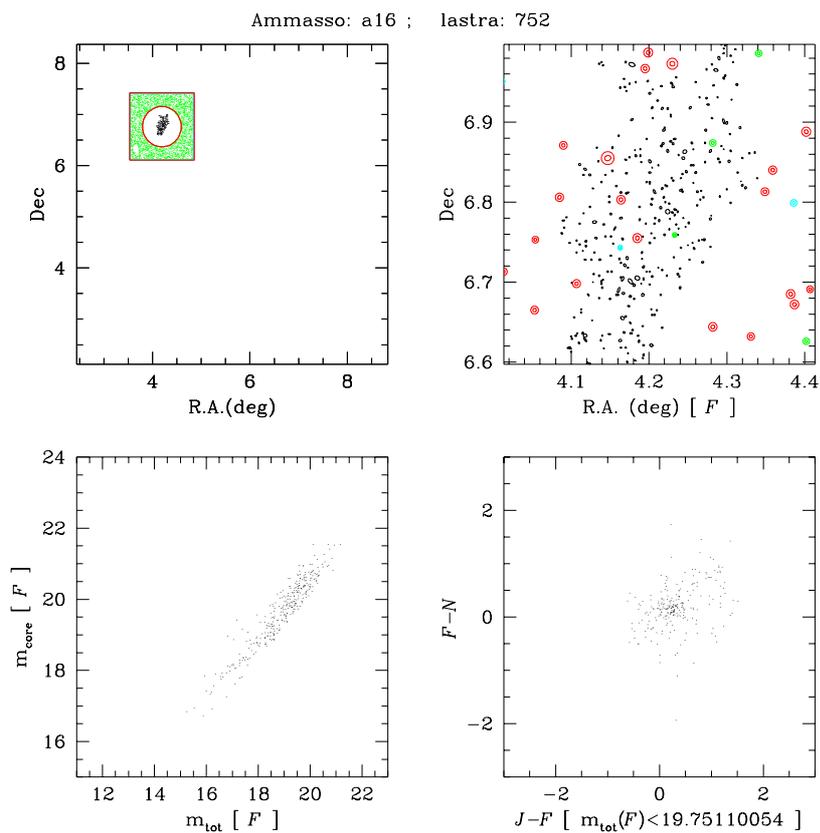


Figura A.7 : [A16 (A)]

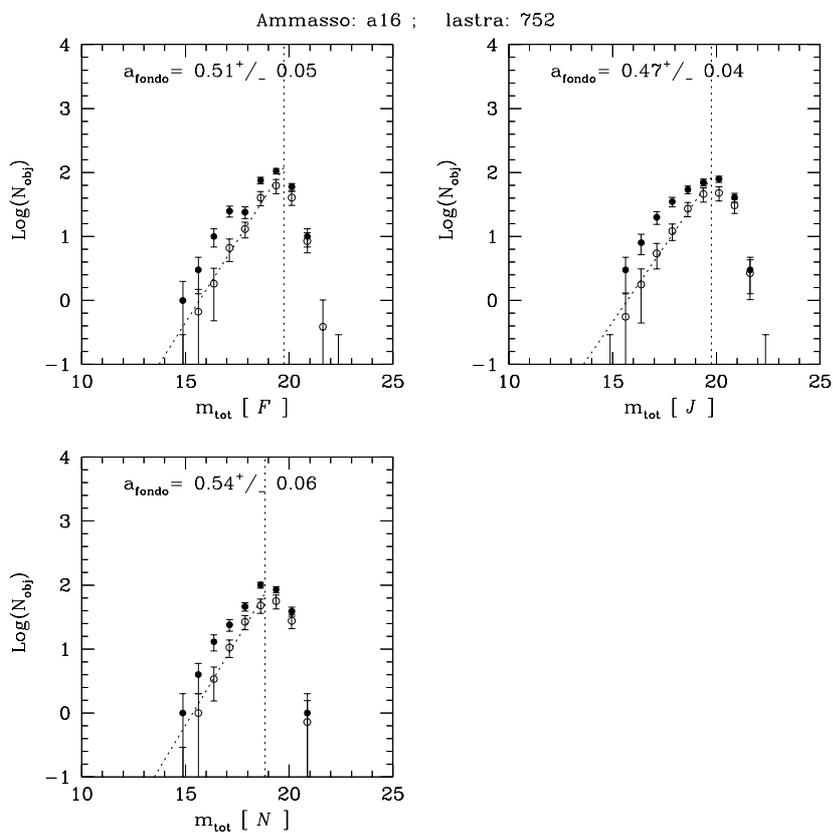


Figura A.8 : [A16 (B)]

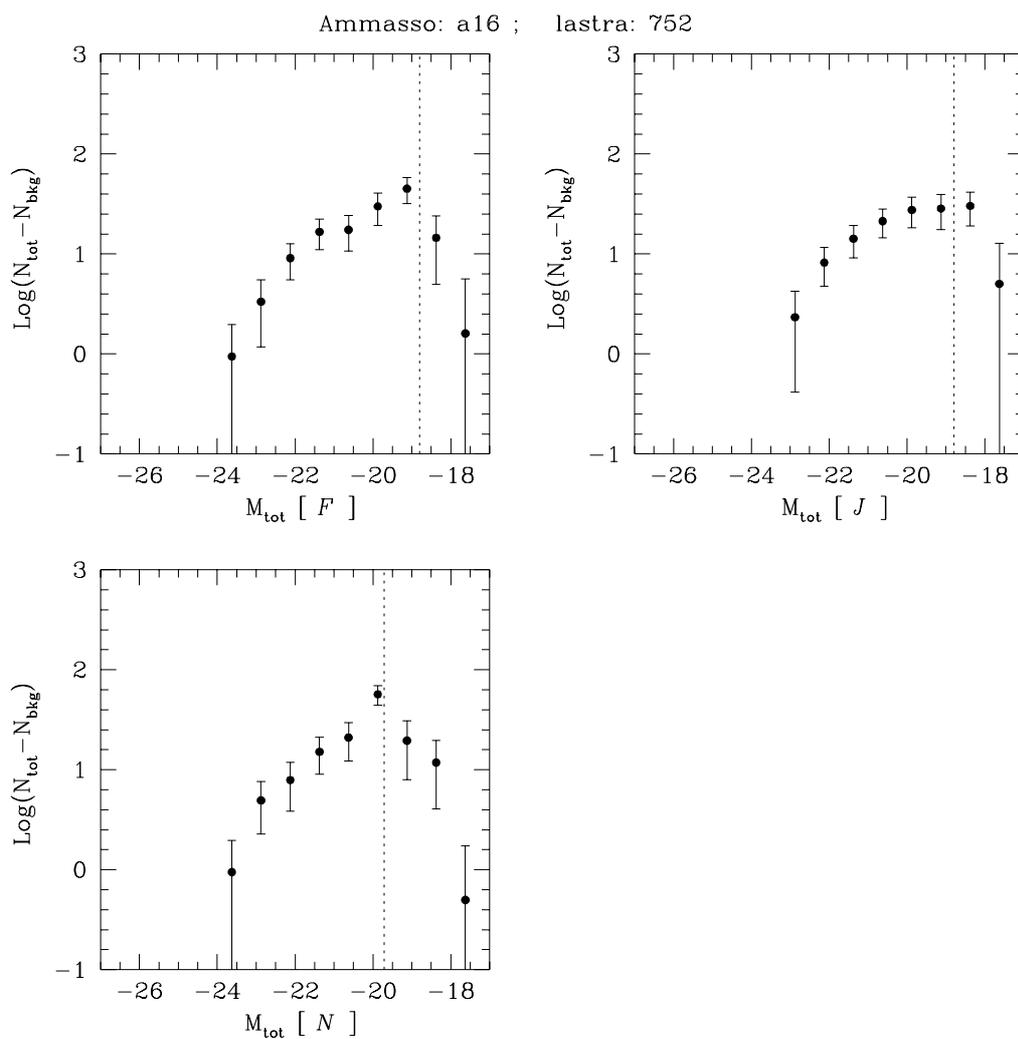


Figura A.9 : [A16 (C)]

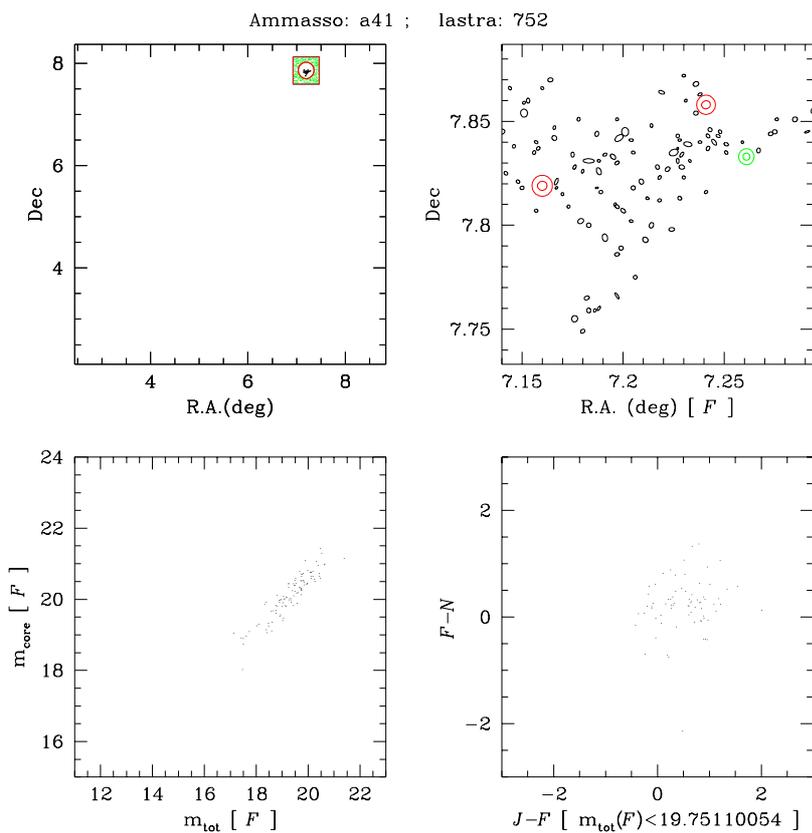


Figura A.10 : [A41 (A)]

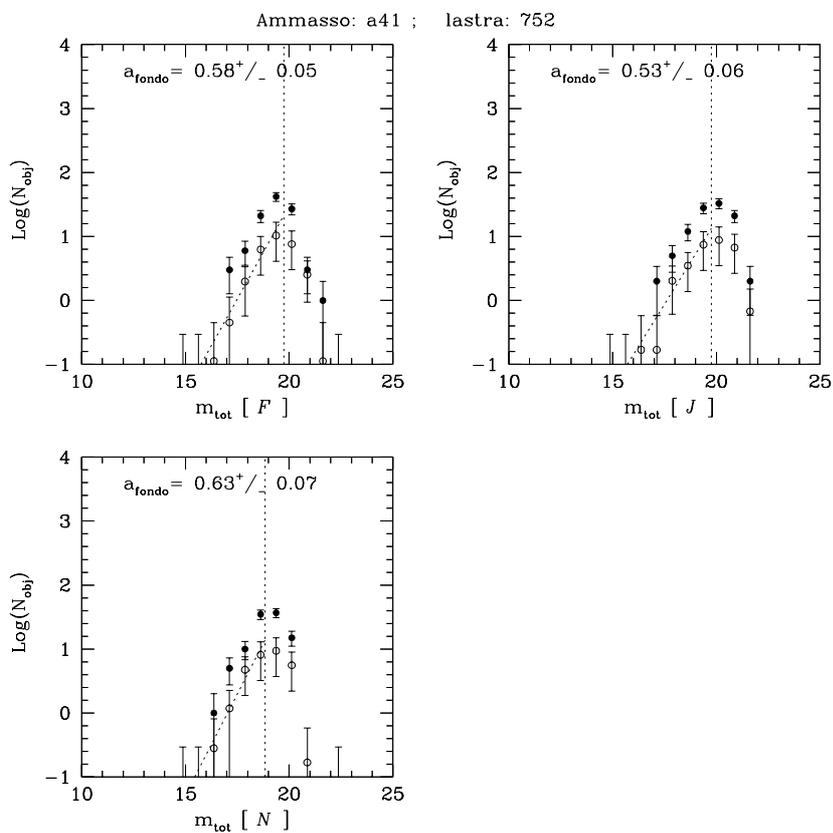


Figura A.11 : [A41 (B)]

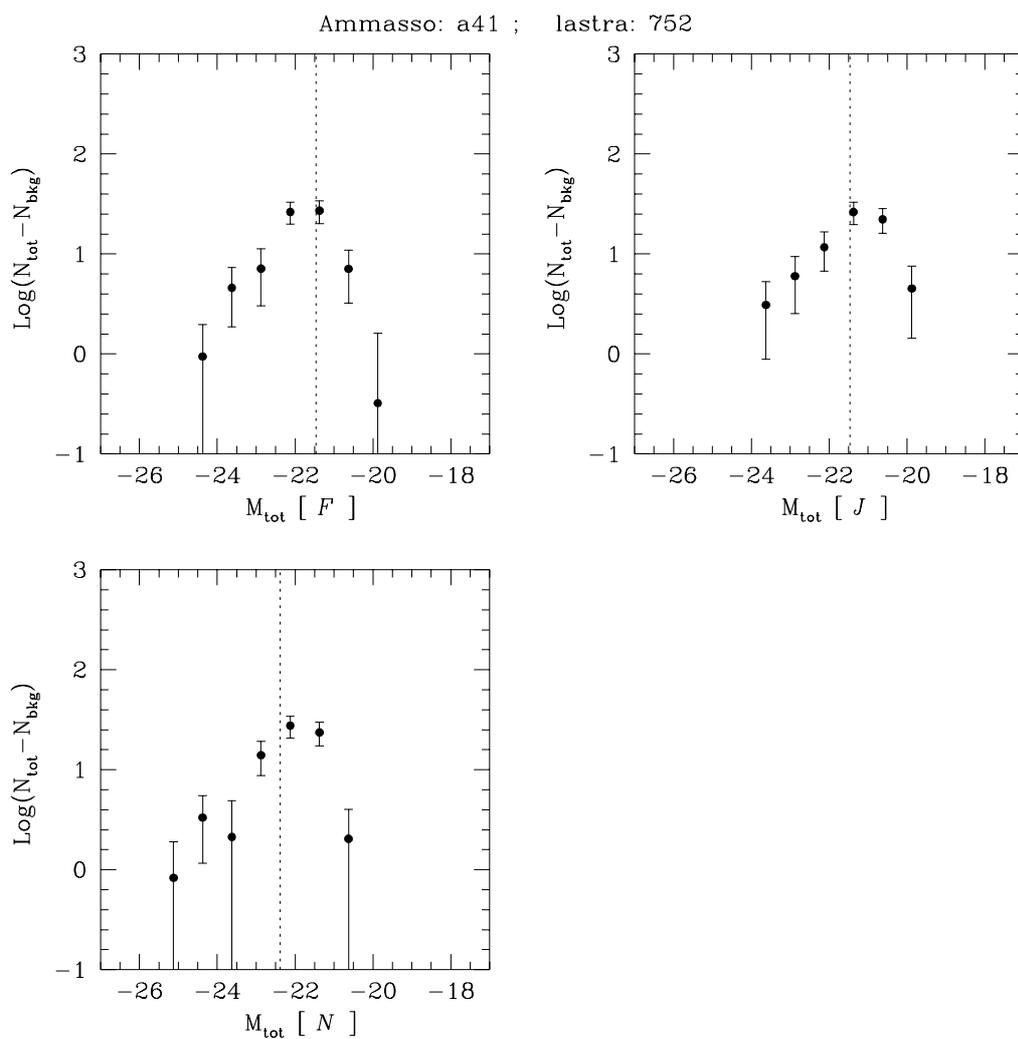


Figura A.12 : [A41 (C)]

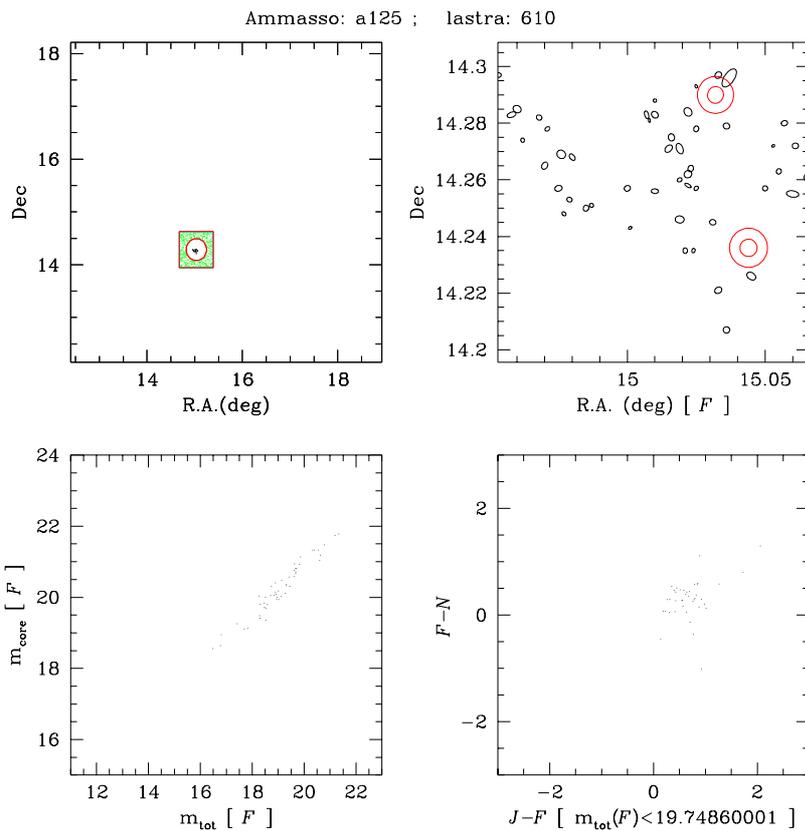


Figura A.13 : [A125 (A)]

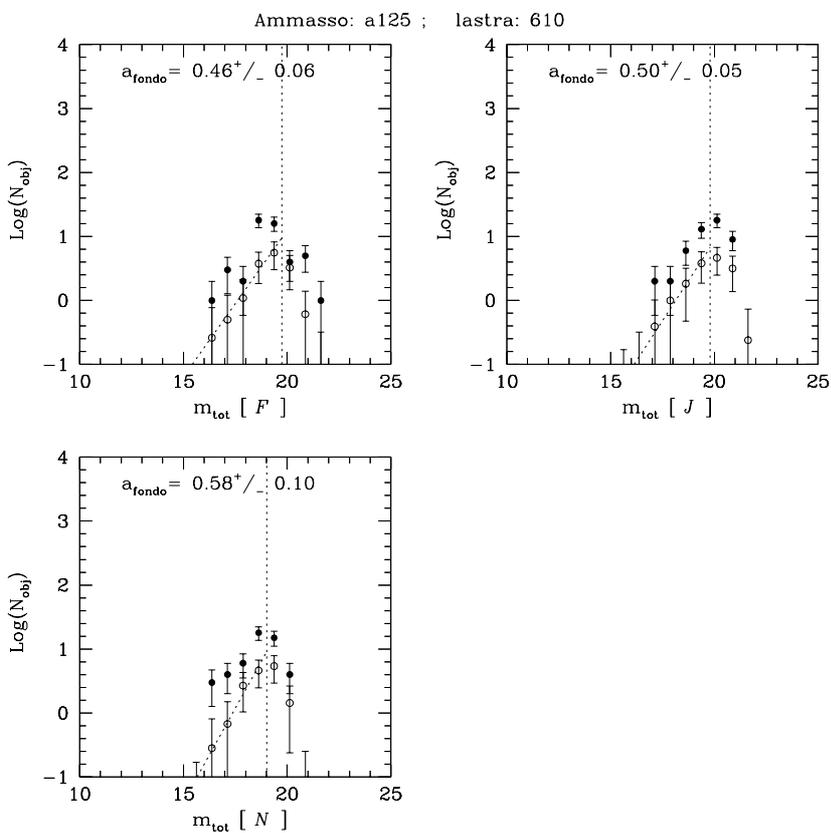


Figura A.14 : [A125 (B)]

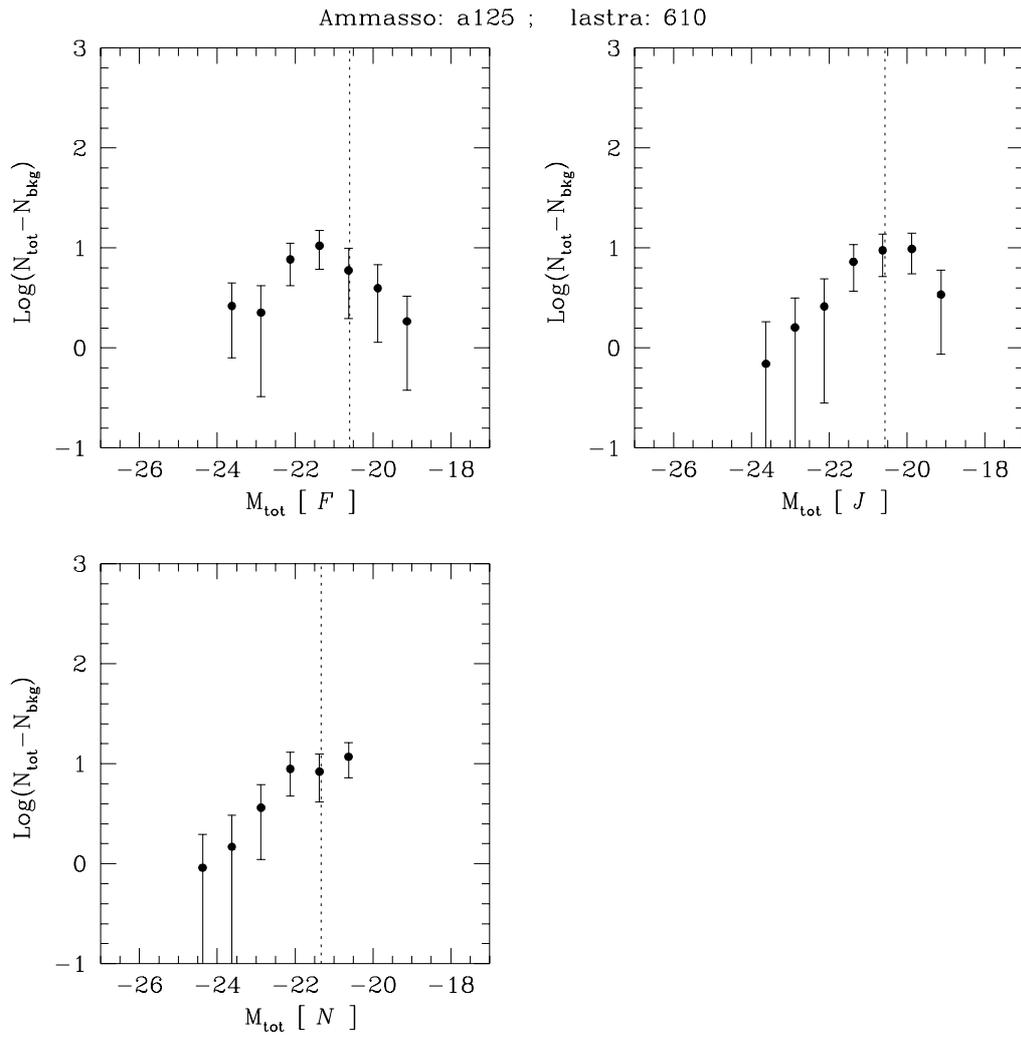


Figura A.15 : [A125 (C)]

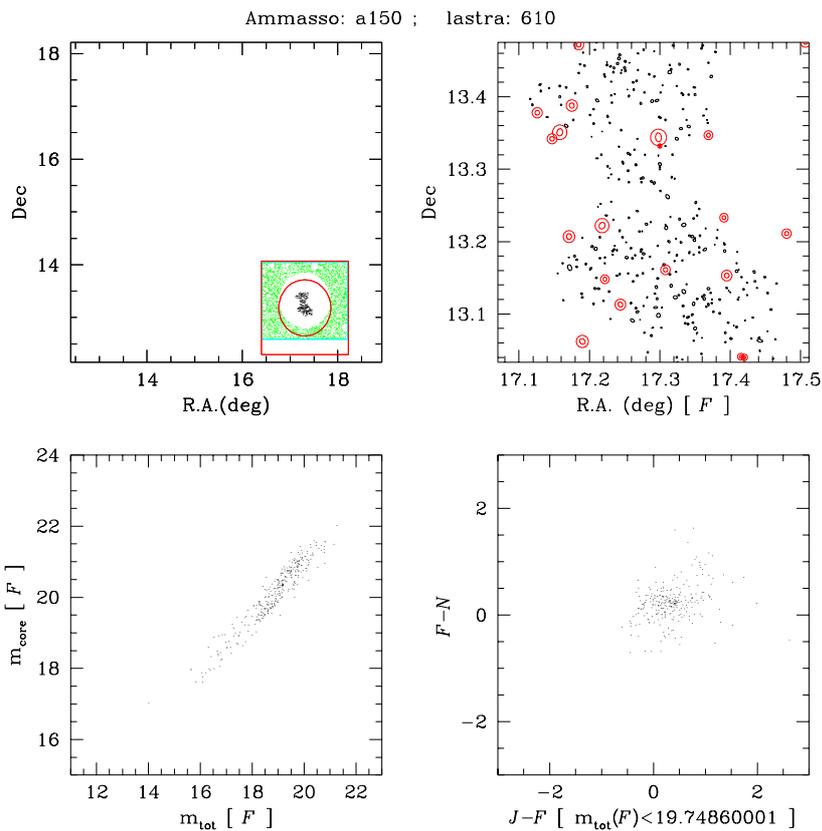


Figura A.16 : [A150 (A)]

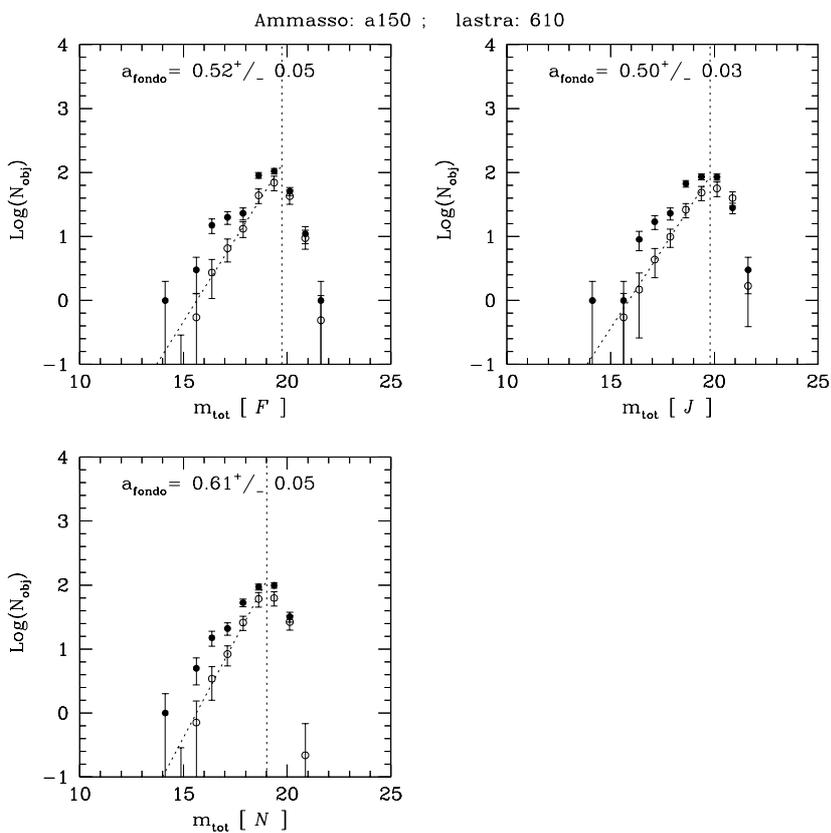


Figura A.17 : [A150 (B)]

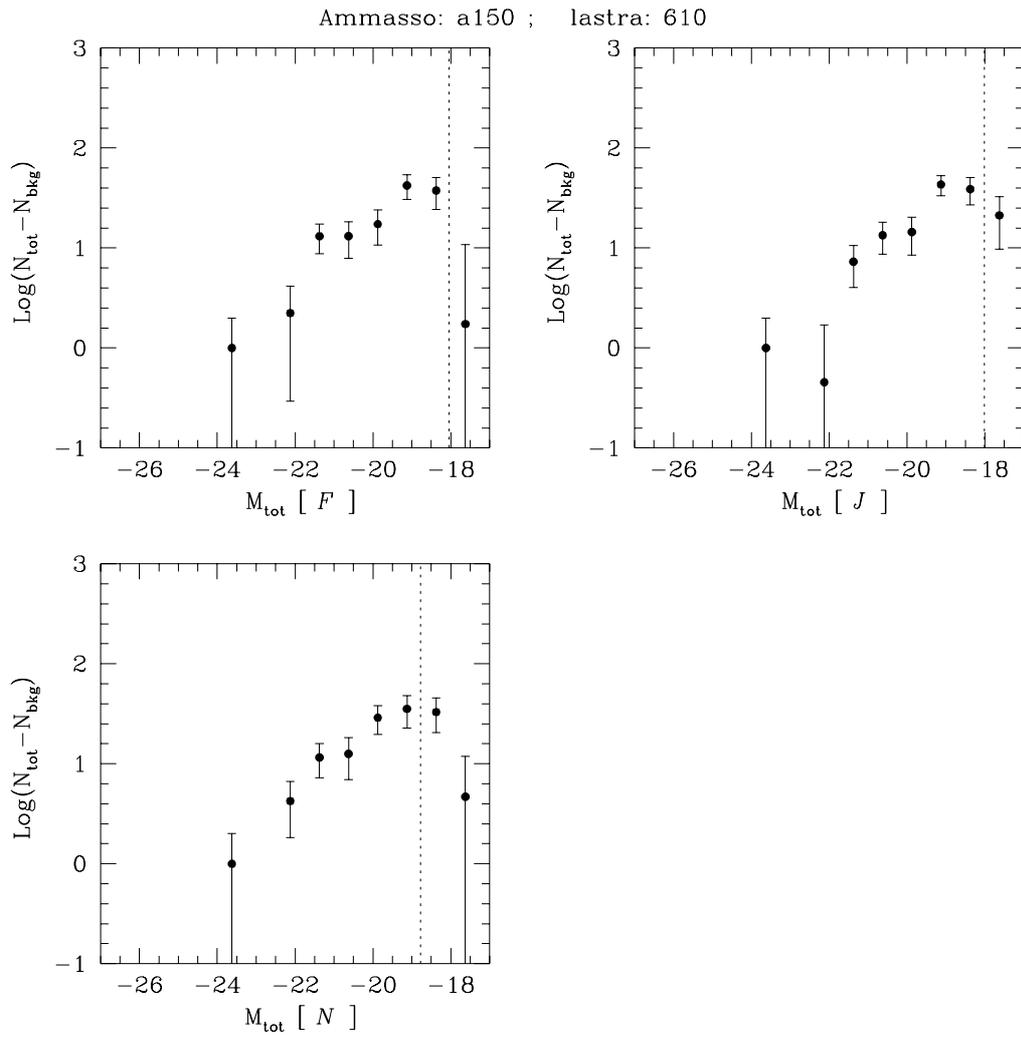


Figura A.18 : [A150 (C)]

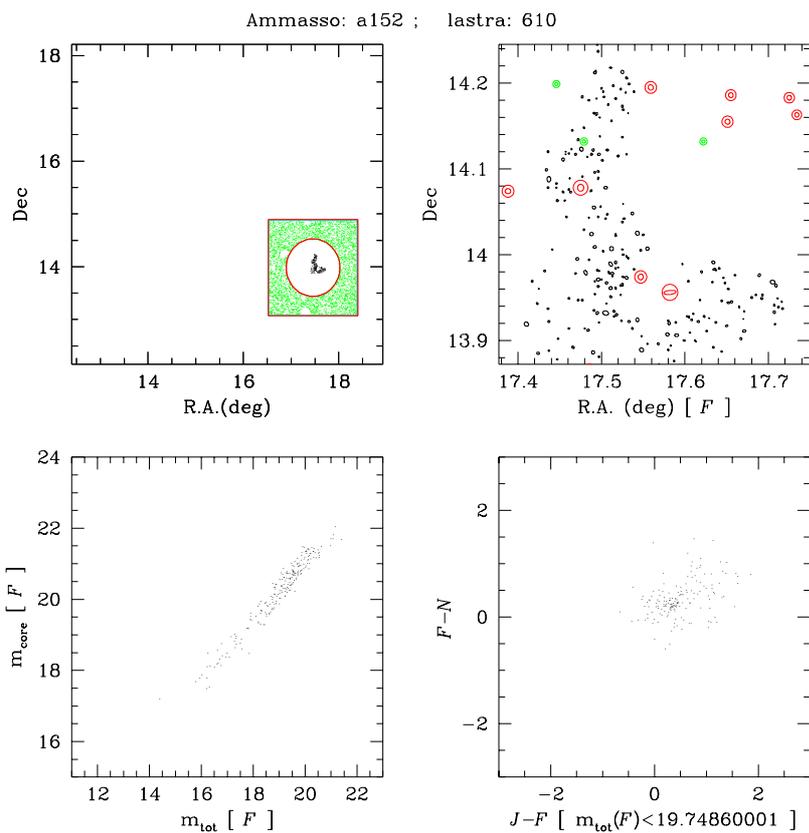


Figura A.19 : [A152 (A)]

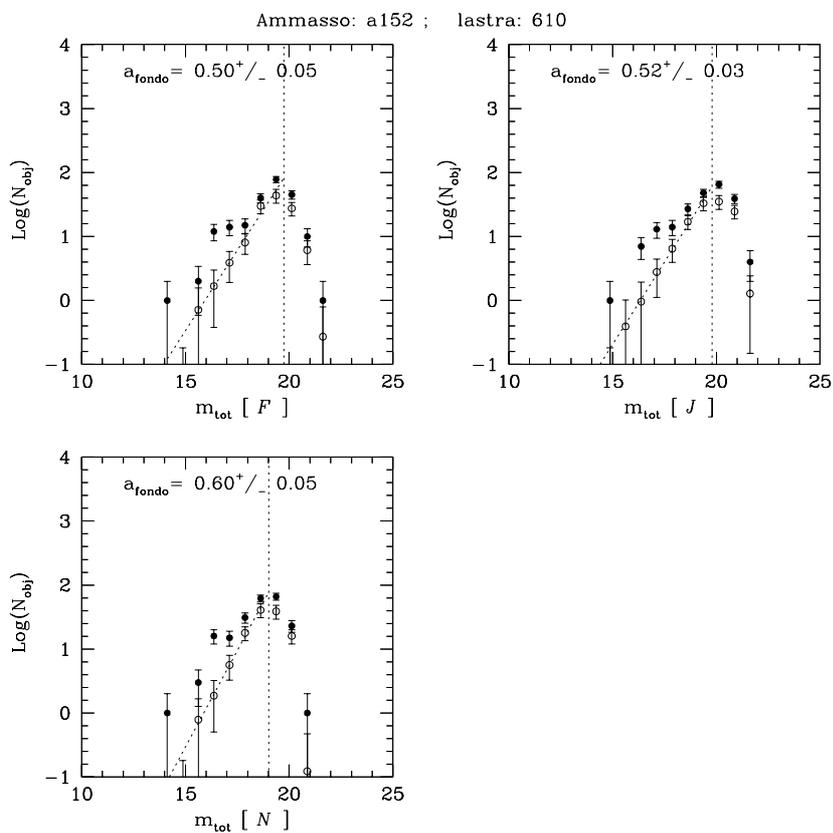


Figura A.20 : [A152 (B)]

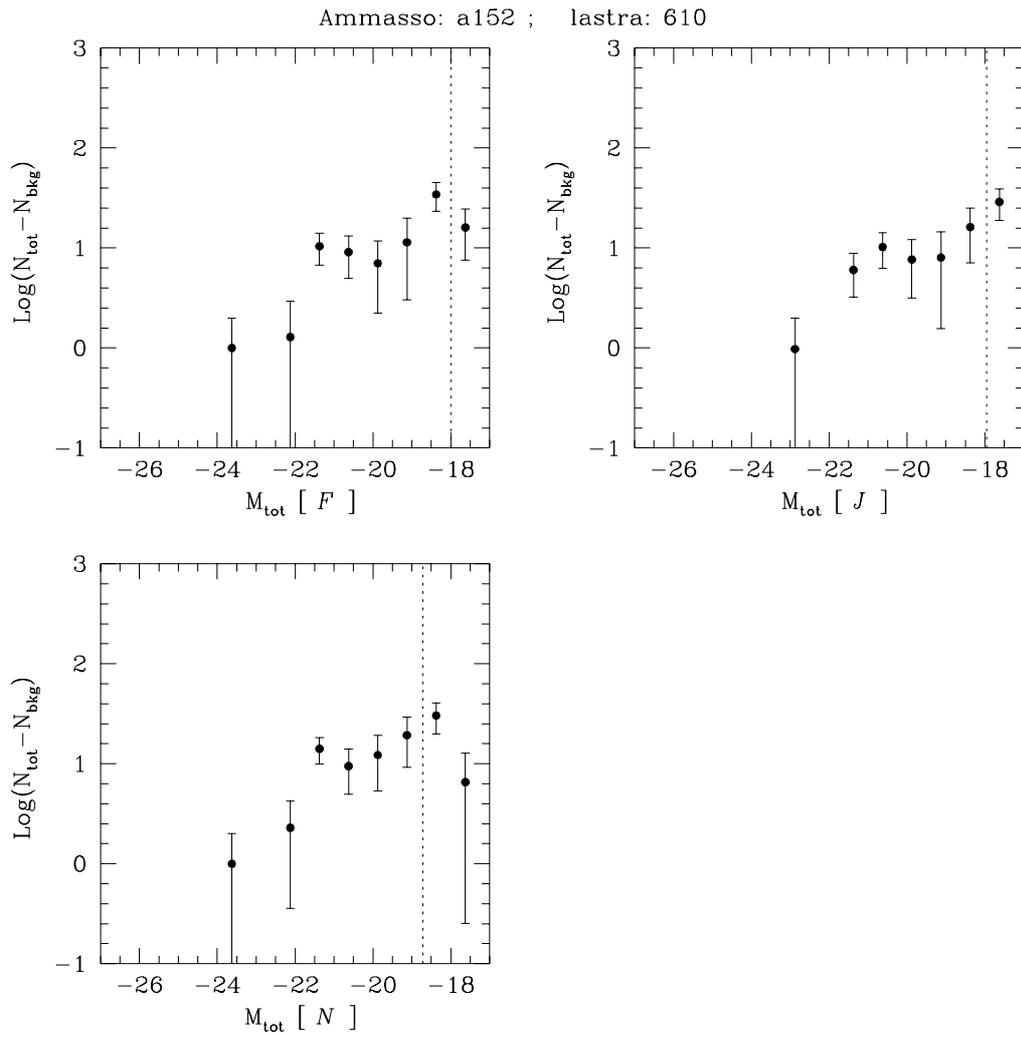


Figura A.21 : [A152 (C)]

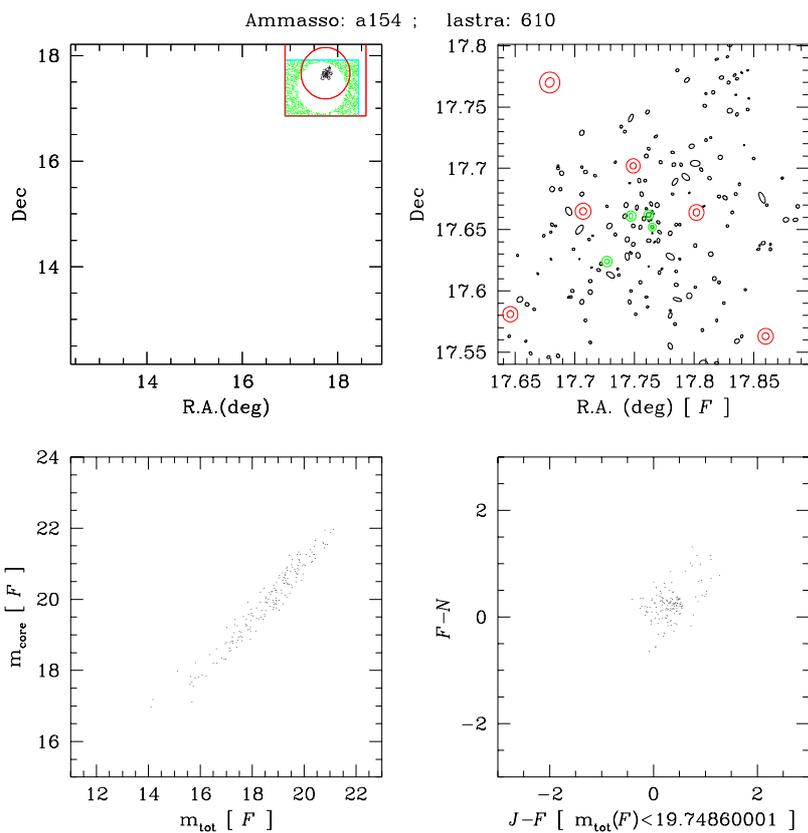


Figura A.22 : [A154 (A)]

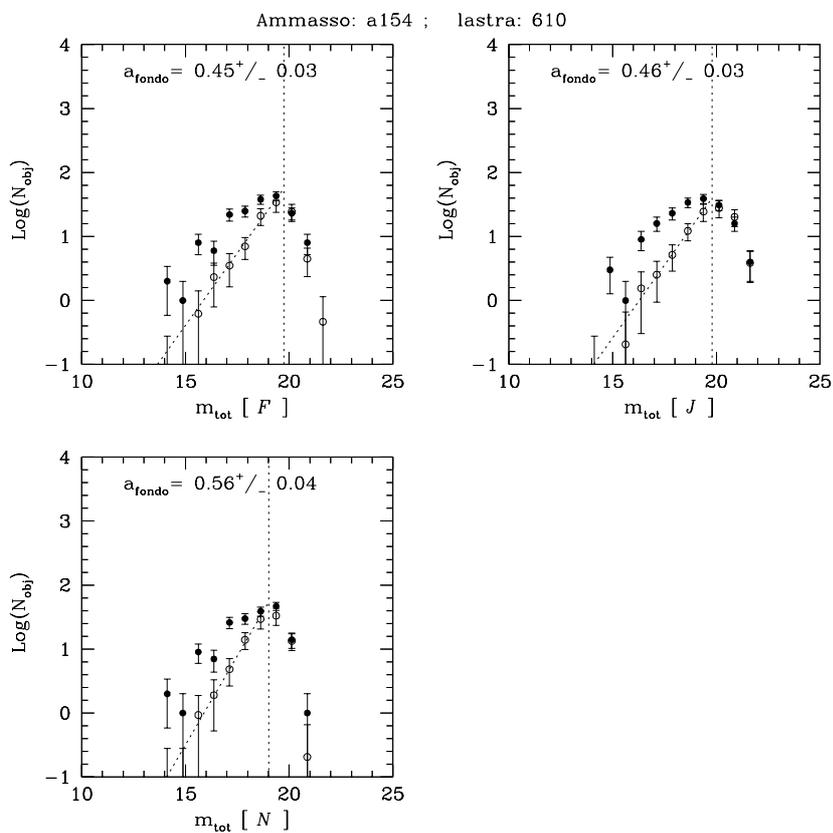


Figura A.23 : [A154 (B)]

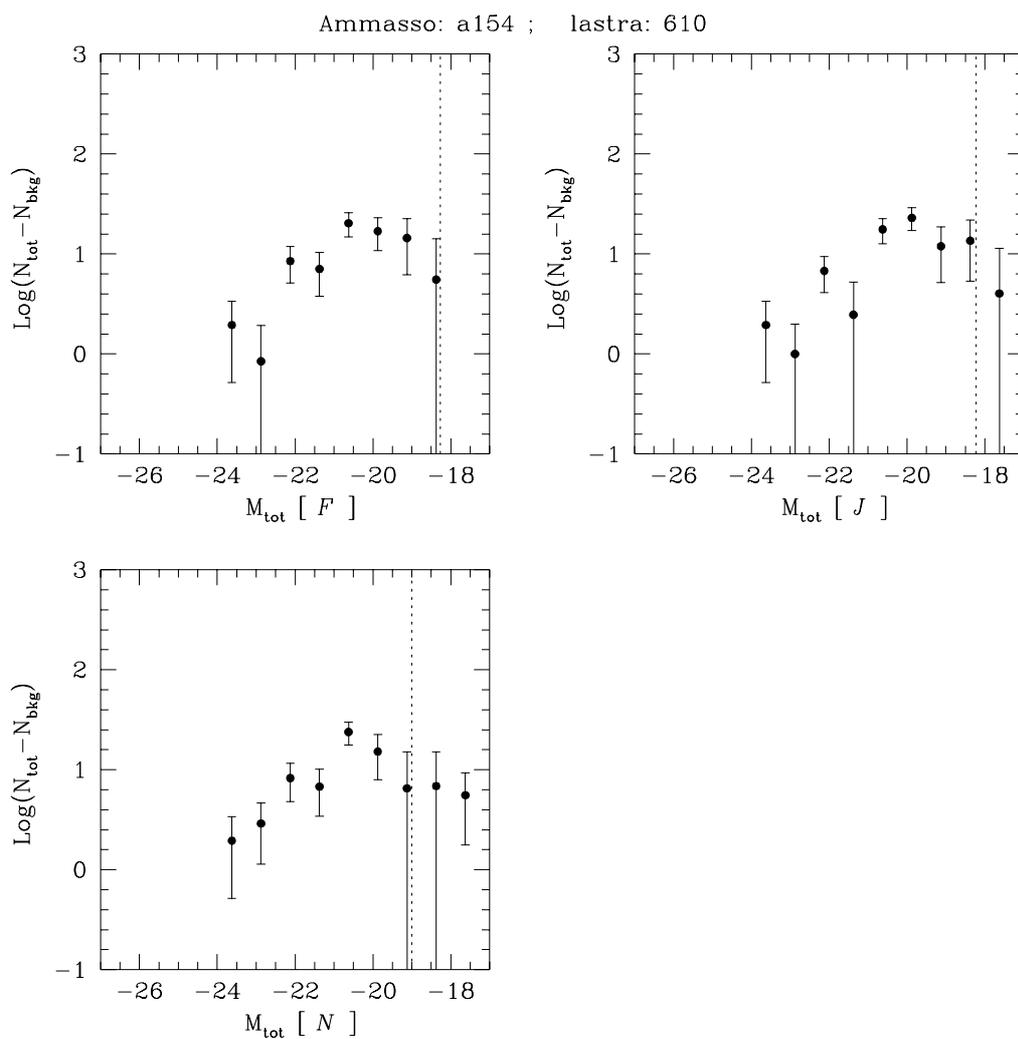


Figura A.24 : [A154 (C)]

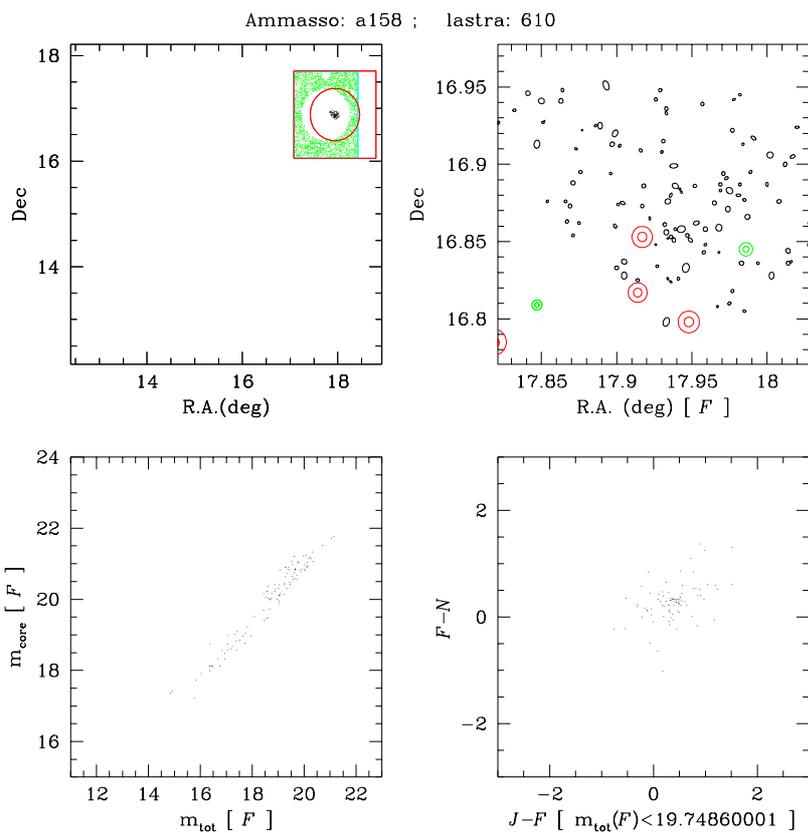


Figura A.25 : [A158 (A)]

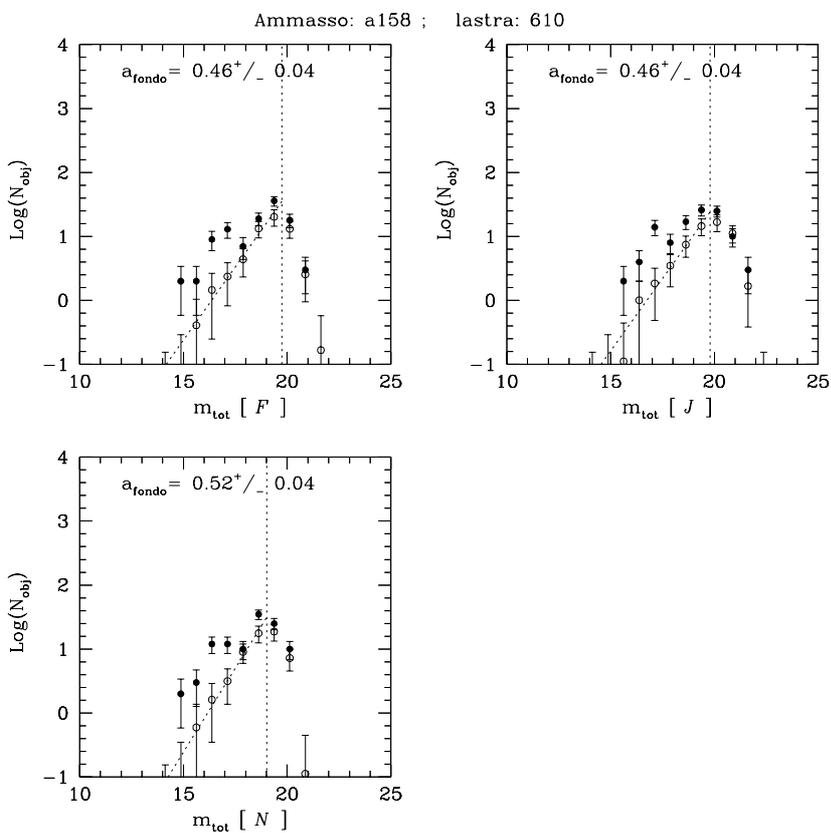


Figura A.26 : [A158 (B)]

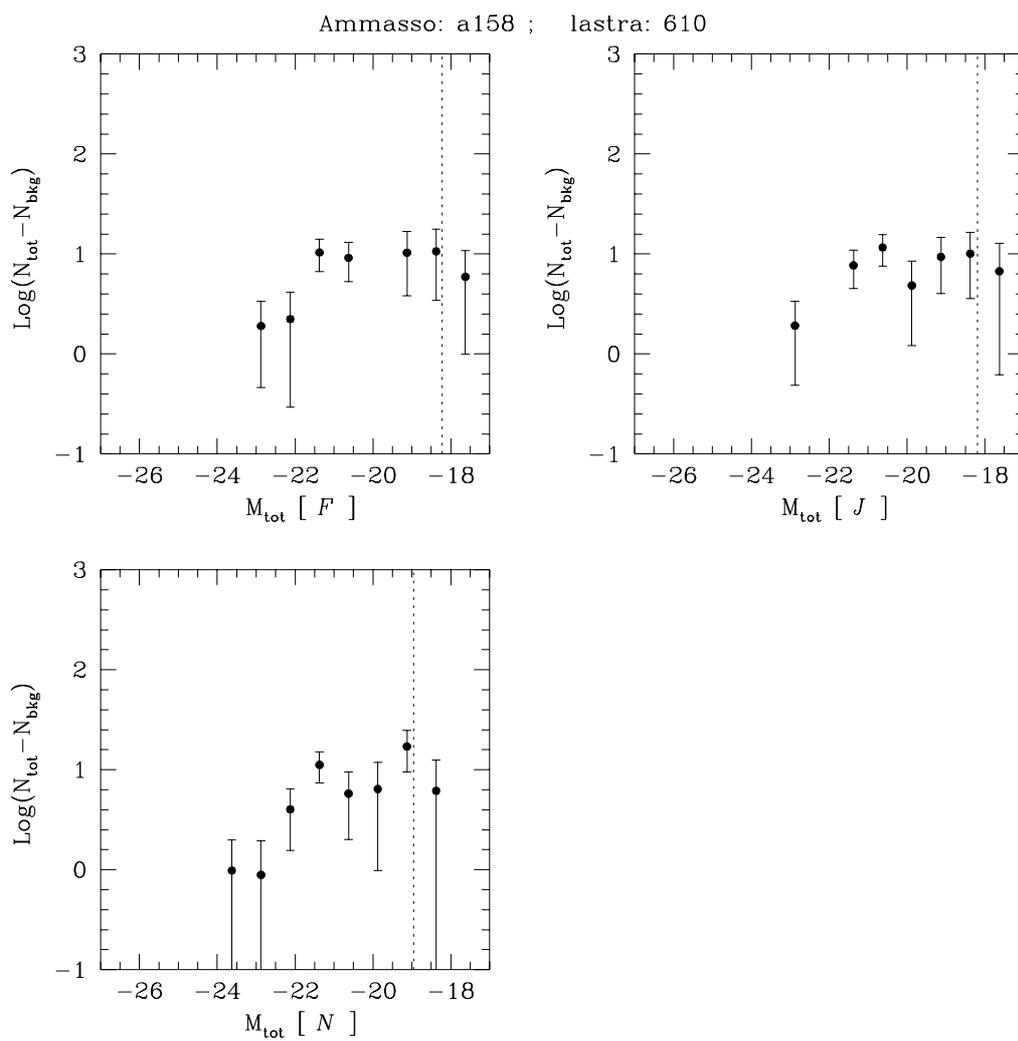


Figura A.27 : [A158 (C)]

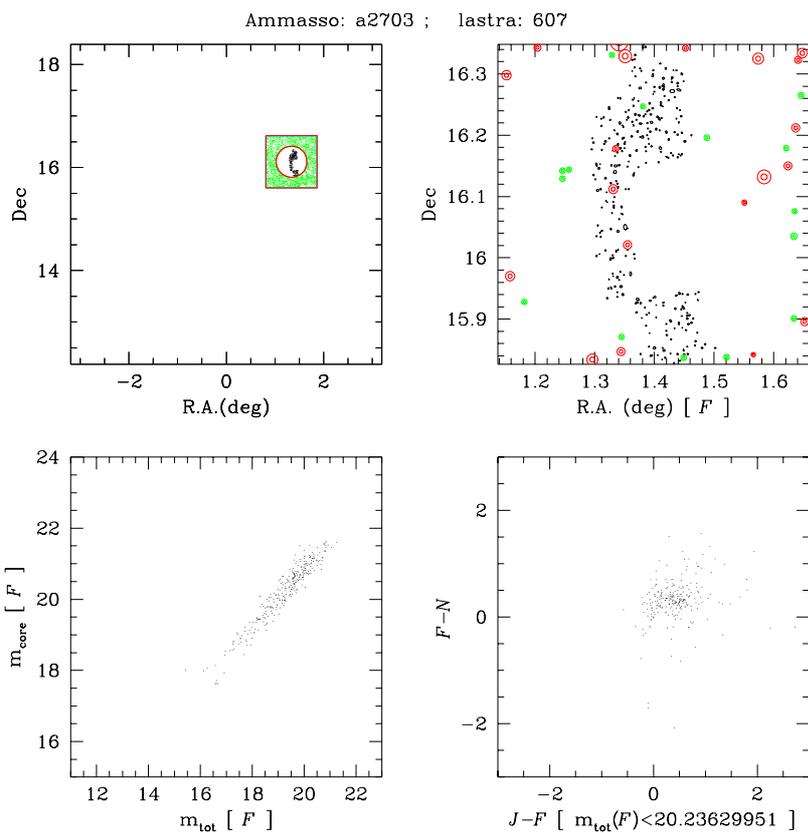


Figura A.28 : [A2703 (A)]

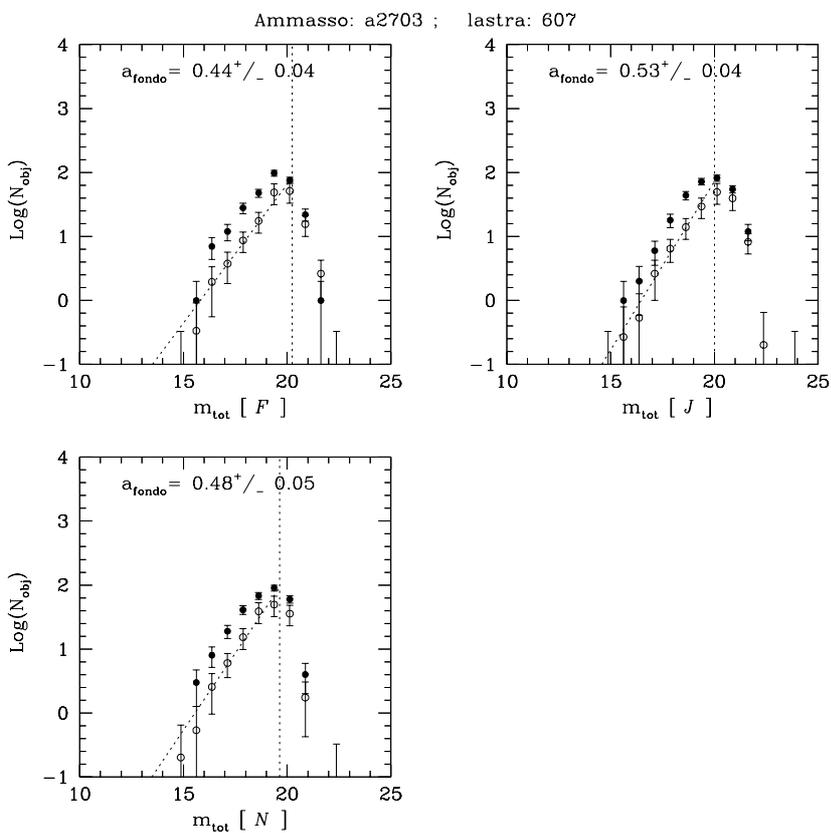


Figura A.29 : [A2703 (B)]

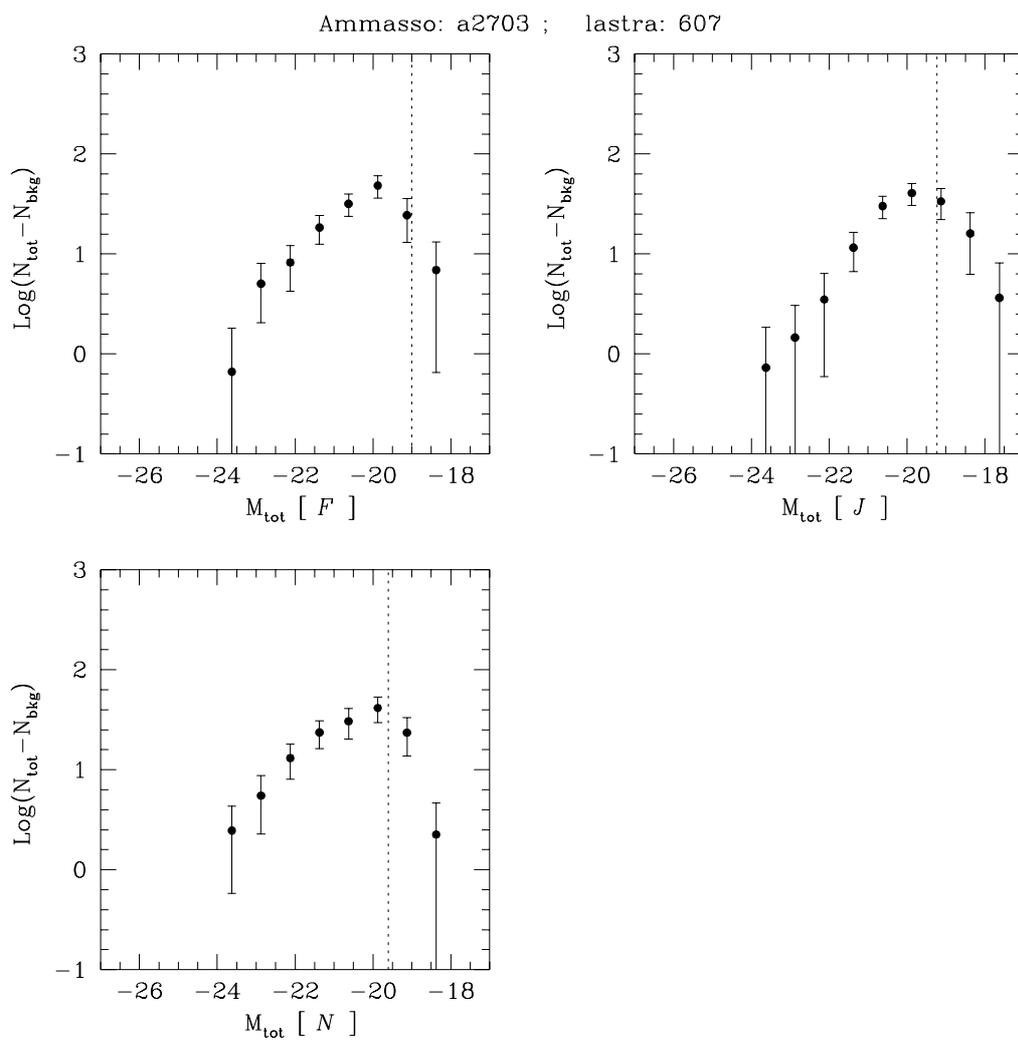


Figura A.30 : [A2703 (C)]

Appendice B

La distribuzione di Poisson e le fluttuazioni di densità

Consideriamo un elemento di volume v che fa parte di un volume più grande V . La probabilità che una particella si trovi all'interno di v è data da v/V così come la probabilità che si trovi all'esterno è $(V - v)/V$.

Il caso più generale in cui n particelle sono racchiuse entro il volume v sarà regolato dalla distribuzione di Bernoulli:

$$W_N(n) = \frac{N!}{n!(N-n)!} \left(\frac{v}{V}\right)^n \left(1 - \frac{v}{V}\right)^{N-n} \quad (\text{B.1})$$

in cui il valore medio di n è

$$\langle n \rangle = N(v/V) = \nu. \quad (\text{B.2})$$

In termini di ν la (B.1) può essere espressa nella forma:

$$W_N(n) = \frac{N!}{n!(N-n)!} \left(\frac{\nu}{V}\right)^n \left(1 - \frac{\nu}{V}\right)^{N-n} \quad (\text{B.3})$$

Un caso di notevole interesse è quello in cui sia N che V tendono all'infinito lasciando però la densità ν costante. Per determinare la distribuzione che otteniamo

in queste condizioni riscriviamo innanzitutto la (B.3) come:

$$\begin{aligned} W_N(n) &= \frac{1}{n!} N(N-1)(N-2) \cdots (N-n+1) \left(\frac{\nu}{N}\right)^n \left(1 - \frac{\nu}{N}\right)^{N-n} = \\ &= \frac{\nu^n}{n!} \left(1 - \frac{1}{N}\right) \left(1 - \frac{2}{N}\right) \cdots \left(1 - \frac{n-1}{N}\right) \left(1 - \frac{\nu}{N}\right)^{N-n} \end{aligned} \quad (\text{B.4})$$

e poi facciamo tendere $N \rightarrow \infty$ mantenendo ν e n fissati. Avremo:

$$\begin{aligned} W(n) &= \lim_{N \rightarrow \infty} W_N(n) = \\ &= \frac{\nu^n}{n!} \lim_{N \rightarrow \infty} \left[\left(1 - \frac{1}{N}\right) \left(1 - \frac{2}{N}\right) \cdots \left(1 - \frac{n-1}{N}\right) \left(1 - \frac{\nu}{N}\right)^{N-n} \right] = \\ &= \frac{\nu^n}{n!} \lim_{N \rightarrow \infty} \left(1 - \frac{\nu}{N}\right)^N. \end{aligned} \quad (\text{B.5})$$

Dunque

$$W(n) = \nu^n e^{-\nu} / n! \quad (\text{B.6})$$

ossia la distribuzione di Poisson.

Se ne conclude che la distribuzione di Poisson rappresenta la legge che regola le fluttuazioni nella densità locale dei sistemi in cui il numero dei componenti è alto ma la densità di oggetti ha un valore determinato.

Elenco delle Figure

1.1	La classificazione di Hubble (1926)	2
2.1	La funzione di luminosità degli ammassi di galassie. $N(\leq M_V)$ è il numero di galassie più brillanti di M_V . I cerchi vuoti rappresentano la funzione di luminosità osservata da Schechter (1976); quelli pieni mostrano il cambiamento ottenuto escludendo le galassie cD. Le curve mostrano il fit ottenuto tramite le funzioni di Zwicky, Abell e Schechter. (Sarazin, 1986)	15
2.2	La FL delle galassie di campo (in alto) e dell'ammasso della Vergine (in basso). Sono mostrate le FL specifiche dei vari tipi morfologici (tratto continuo) e delle sottoclassi (tratto punteggiato). (Binggeli e al.; 1988)	22
3.1	Lo stato di acquisizione dei campi coperti dalla POSS II alla fine del 1996; i colori si riferiscono alla qualità delle immagini: <i>verde</i> =elevata, <i>blu</i> =media, <i>rosso</i> =bassa.	29
3.2	Il confronto tra la risoluzione delle lastre digitalizzate della POSS I e quella della POSS II. (Andreon e al., 1997)	30
3.3	Le bande passanti dei sistemi fotometrici impiegati nella POSS II e delle relative bande di calibrazione.	31

3.4	Lo stato di acquisizione delle immagini CCD per la calibrazione alla fine del 1996; i colori si riferiscono ai filtri disponibili.	32
3.5	La struttura di SKICAT	34
3.6	La curva di conversione densità-intensità della lastra j827.	35
3.7	Il risultato del processo di rivelazione e di classificazione di SKICAT: i cerchi rossi rappresentano le stelle, quelli gialli le galassie. Sono evidenti le rivelazioni fittizie dovute al processo di splitting applicato alle stelle sature ed i problemi di classificazione per gli oggetti brillanti che rendono necessaria la successiva fase di analisi e ‘ripulitura’ dei cataloghi.	37
3.8	I cataloghi ricavati dalle lastre della POSS II alla fine del 1996. . .	44
4.1	La posizione degli oggetti contenuti nel catalogo POSS II relativo alla lastra j607 nel piano m_{tot} vs m_{core}	47
4.2	Gli oggetti con il flag S=1 della lastra j607 nel piano m_{tot} vs m_{core}	50
4.3	Gli oggetti col flag S=1 della lastra j607 (a sinistra) e quelli simulati (a destra) nel piano m_{core} vs $m_{iso} - m_{core}$	51
4.4	Gli oggetti della lastra j607 con area < 9 pixel; la retta separa la componente quantizzata da quella diffusa.	53
4.5	Gli oggetti quantizzati (in alto) risultano raccolti intorno agli oggetti brillanti a differenza della componente diffusa (in basso) che risulta distribuita in maniera più omogenea.	54
4.6	Eliminando dal catalogo gli oggetti prossimi a quelli brillanti la componente quantizzata si attenua considerevolmente.	55
4.7	La parte brillante del ramo stellare è stata divisa in tre parti (in alto a sinistra) ciascuna delle quali è stata rappresentata sulla lastra.	57

4.8	Le distribuzioni cumulative degli oggetti che appartengono alle regioni della fig.4.7: sono riportate le probabilità ottenute dal test di Kolmogorov-Smirnov considerando l'intera lastra (in alto) ed escludendo le regioni esterne (in basso).	59
4.9	Gli oggetti appartenenti alle due regioni della lastra (a sinistra) si distribuiscono diversamente nel piano m_{tot} vs m_{core} (a destra). . .	60
4.10	La densità di oggetti decresce in funzione della distanza dal centro della lastra: in particolare il campione selezionato in m_{core} (II) è più sensibile alle variazioni della PSF di uno selezionato in m_{tot} (I).	61
5.1	La regione estratta dalla lastra 610 per l'ammasso A152; il cerchio rappresenta il limite di separazione (3 Mpc) tra l'ammasso ed il fondo.	66
5.2	Il rapporto tra il numero di doppietti e quello di triplette in funzione della magnitudine (A125).	67
5.3	Le galassie dell'ammasso A152 che cadono nella regione con una densità superiore a 1.5 deviazioni standard dal livello del fondo, entro 3 Mpc dal centro; in rosso, blu e verde sono riportate le posizioni delle stelle sature e delle regioni rimosse rispettivamente in F, J e N.	69
5.4	La ripartizione degli oggetti presenti nel catalogo in funzione della magnitudine, in base alla classificazione nei tre filtri. Le linee verticali separano le regioni in cui sono stati adottati criteri di selezione diversi.	70

5.5	Il confronto tra le magnitudini di apertura (5 arcsec) determinate da SKICAT e da SEX utilizzando una lastra della POSS II. I punti gialli, blu e viola rappresentano rispettivamente le stelle, le galassie e gli oggetti di classificazione incerta; in alto sono riportati i coefficienti delle rette di ‘best fit’ ricavati da tutti i punti (nero) o escludendo le stelle (blu).	72
5.6	Il confronto tra le magnitudini di apertura della POSS II e quelle del CCD relative all’ammasso A520 nel filtro r ; i colori hanno lo stesso significato della fig.5.5. A destra sono rappresentati gli scarti tra la lastra e il CCD e il valore della costante di calibrazione ottenuta da una media pesata.	75
5.7	La mappa di densità della regione contenente l’ammasso A152. . .	76
5.8	La distribuzione in magnitudine apparente delle galassie di A152 nei filtri F,J e N; i cerchi pieni rappresentano i conteggi nella regione dell’ammasso, quelli vuoti nella regione del fondo. Le linee tratteggiate individuano il limite di completezza e la pendenza dei conteggi di galassie del fondo a_{fondo}	78
5.9	Il valore del fattore correttivo K in funzione del redshift nei filtri g, r e i. (Frei e Gunn, 1994)	81
5.10	La FL delle galassie dell’ammasso A152.	82
6.1	Confronto tra l’espressione analitica dei conteggi di galassie del fondo ricavata da Metcalfe e al.(1994) ed i dati ricavati dal nostro campione. La linea tratteggiata rappresenta il limite di completezza calcolato come descritto nel par.5.4.	87
6.2	La FL cumulativa del campione in tab.5.1. Per ciascun filtro è rappresentata la funzione di Schechter ed i parametri α ed M^* ottenuti minimizzando il valore del χ^2 , nonché le griglie di χ^2 relative ai livelli di confidenza del 68%, 90% e 99.7%.	90

6.3	Il confronto tra la FL ricavata da Lugger (1986) e la FL cumulativa ottenuta dai dati della POSS II.	91
6.4	Il confronto tra la FL di Colless (1989) e quella della POSS II.	92
6.5	La FL cumulativa ottenuta escludendo la galassia dominante da ciascun ammasso del campione (punti pieni) e le mappe di confidenza relative alla funzione di Schechter. I punti vuoti rappresentano la FL totale della fig.6.2 in cui sono incluse le galassie dominanti.	94
6.6	Il confronto tra la FL relativa ad una selezione in densità oltre 1.5σ dal livello del fondo (punti pieni) ed una a 3σ (punti vuoti).	96
6.7	La FL di ciascuna delle due componenti degli ammassi A125 (in alto) e A158 (in basso); i punti pieni rappresentano la componente Est mentre quelli vuoti la componente Ovest dell'ammasso.	98
6.8	Il confronto tra la FL cumulativa degli ammassi di tipo BM I (cerchi vuoti) e BM II-III (cerchi pieni).	99
6.9	Il test del χ^2 effettuato sugli ammassi con $z \leq 0.1$ (cerchi vuoti) rispetto a quelli con $z \geq 0.1$ (cerchi pieni).	101
6.10	Il confronto tra la distribuzione in magnitudine totale (cerchi vuoti) e quella in magnitudine isofotale (cerchi pieni).	103
6.11	Il confronto tra i parametri di Schechter relativi alle due distribuzioni della figura 6.10.	104
A.1	[A1 (A)]	109
A.2	[A1 (B)]	109
A.3	[A1 (C)]	110
A.4	[A7 (A)]	111
A.5	[A7 (B)]	111
A.6	[A7 (C)]	112
A.7	[A16 (A)]	113

A.8 [A16 (B)]	113
A.9 [A16 (C)]	114
A.10 [A41 (A)]	115
A.11 [A41 (B)]	115
A.12 [A41 (C)]	116
A.13 [A125 (A)]	117
A.14 [A125 (B)]	117
A.15 [A125 (C)]	118
A.16 [A150 (A)]	119
A.17 [A150 (B)]	119
A.18 [A150 (C)]	120
A.19 [A152 (A)]	121
A.20 [A152 (B)]	121
A.21 [A152 (C)]	122
A.22 [A154 (A)]	123
A.23 [A154 (B)]	123
A.24 [A154 (C)]	124
A.25 [A158 (A)]	125
A.26 [A158 (B)]	125
A.27 [A158 (C)]	126
A.28 [A2703 (A)]	127
A.29 [A2703 (B)]	127
A.30 [A2703 (C)]	128

Elenco delle Tabelle

1.1	Le caratteristiche di gruppi ed ammassi di galassie	3
1.2	La distribuzione dei tipi morfologici nei diversi ambienti (Bahcall, 1996)	4
2.1	I parametri di Schechter per le galassie degli ammassi.	17
2.2	I parametri di Schechter per le galassie di campo. (Binggeli e al. 1988)	19
3.1	I parametri determinati da SKICAT per ciascun oggetto rivelato. (I)	40
3.2	I parametri determinati da SKICAT per ciascun oggetto rivelato. (II)	41
5.1	Il campione di ammassi.	64
6.1	Pendenza dei conteggi di galassie del fondo misurati nella regione che circonda ciascun ammasso.	85
6.2	Valore delle fluttuazioni del fondo misurato nella regione che circonda ciascun ammasso (la misura è espressa in percentuale rispetto al valor medio del fondo).	86

Bibliografia

- [1] Abell G.O. 1957, Chicago University Press
- [2] Abell G.O. 1958, ApJS 3: 211
- [3] Abell, G.O. 1958, ApJS 3: 211
- [4] Abell G.O. 1962, *Problems of Extragalactic Research*, ed. C.G.McVittie, p.232 New York: Macmillan
- [5] Abell G.O. 1964, ApJ, 140: 1624
- [6] Abell G.O. 1972, *External Galaxies and Quasi Stellar Objects*, IAU simp.44, ed.D.S.Evans, p.341
- [7] Abell G.O. 1975, *Exploration of the Universe*, New York: ed. Holt, Rinehart and Winston
- [8] Andreon S. 1994, A&A 284: 801
- [9] Andreon S. 1996, A&A 314: 763
- [10] Andreon S. 1997, A&A 323: 337
- [11] Andreon S. 1998, in *A New Vision of an Old Cluster: Untangling Coma Berenices*, ed. F.Durret e al.

- [12] Andreon S., Zaggia S., de Carvalho R., Djorgovski S., Longo G., Musella I., Scaramella R. 1997, in pubblicazione su: proceeding of the Moriond conference “Extragalactic Astronomy in the Infrared”
- [13] Avni Y. 1976, ApJ 210: 642
- [14] Bahcall N.A. 1996, in “Formation and Structure of the Universe”, 1995 Jerusalem Winter School
- [15] Bautz-Morgan 1970, ApJL 162: 149
- [16] Berg S. van den 1960a, ApJ 131: 215
- [17] Berg S. van den 1960b, ApJ 131: 558
- [18] Bernstein G.M., Nichol R.C., Tyson J.A., Ulmer M.P., Wittman D. 1995, AJ 110: 1507
- [19] Bertin E., Arnouts S. 1996, A&AS 117: 393
- [20] Binggeli e al. 1985, AJ 90: 1759
- [21] Binggeli B. 1987, *Nearly Normal Galaxies*, ed. S.Faber, p.195, New York: Springer-Verlag
- [22] Binggeli B., Sandage A., Tammann G.A. 1988, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 26: 509
- [23] Buta R., Corwin H.G.JR., de Vaucouleurs G., da Vaucouleurs A., Longo G. 1995, AJ 109: 517
- [24] Cavaliere A., Menci N. 1997, ApJ 480: 132
- [25] Choloniewski J. 1985, MNRAS 214: 189

- [26] Choloniewski J. 1986, MNRAS 223: 1
- [27] Choloniewski J. 1987, MNRAS 226: 273
- [28] Colless M. 1989, MNRAS 237: 799
- [29] Couch W.J., Ellis R.S., Godwin J., Carter D. 1983, MNRAS 205: 1287
- [30] De Propris R., Pritchet C.J., Harris W.E., McClure R.D. 1995, ApJ 450: 534
- [31] de Vaucouleurs G. 1959, *Hand. der Phys.*, 53: 275
- [32] de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin H. 1976, 'Second Reference catalogue of bright galaxies' (RC2), University of Texas Monographs in Astronomy n.2
- [33] de Vaucouleurs G. 1979, in: The large-scale characteristics of the galaxy; Proceedings of the Symposium, College Park; Dordrecht, D. Reidel Publishing Co.
- [34] Disney M., Phillips S. 1983, MNRAS 205: 1253
- [35] Disney M., Phillips S. 1986, MNRAS 221: 1039
- [36] Dressler A. 1978, ApJ 223: 765
- [37] Dressler A. 1980, ApJ 236: 351
- [38] Driver S.P., Phillipps S., Davies J.I., Morgan I., Disney M.J. 1994, MNRAS 266: 155
- [39] Ellis R.S., Colless M., Broadhurst T., Heyl J. 1995, MNRAS 273: 157
- [40] Elmegreen D.M., Elmegreen B.G. 1982, MN 201: 1021

- [41] Ferguson H.C., Sandage A. 1991, *Aj* 101: 765
- [42] Frei Z., Gunn J.E. 1994, *AJ* 108: 1476
- [43] Fukugita M., Shimasaku K., Ichikawa T. 1995, *PASP* 107: 945
- [44] Gaidos E.J. 1997, *AJ* 113: 117
- [45] Gardner J.P., Sharpless R.M., Frenk C.S., Carrasco B.E. 1997, *ApJL* 480: 99
- [46] Garilli B., Bottini D., Maccagni D., Vettolani G., Maccararo T. 1992, *AJ* 104: 1290
- [47] Garilli B., Bottini D., Maccagni D., Carrasco L., Recillas E. 1996, *ApJS* 105: 191
- [48] Garilli B., Maccagni D., Andreon S. 1998, *ApJ*: in pubblicazione
- [49] Golay M. 1974, *Introduction to Astronomical Photometry*, ed. Reidel D., USA
- [50] Guzzo L. 1997, *New Astronomy*, vol.2, p.517
- [51] Holmberg E. 1950 *Medd. Lund Astron. Obs.*, 2, 128
- [52] Hubble E. 1926, *ApJ* 64: 321
- [53] Hubble E. 1936a, *ApJ* 84: 158
- [54] Hubble E. 1936b, *ApJ* 84: 270
- [55] Hubble E. 1936c, *The Realm of the Nebulae*, (New Haven: Yale University Press)
- [56] Humason M.L., Mayall N.U., Sandage A. 1956, *AJ* 61: 97

- [57] Jarvis J.F., Tyson J.A. 1981, AJ 86: 476
- [58] Jerjen, Tammann, Binggeli 1992, in proceedings of “Morfological and Physical segregation of galaxies”
- [59] Kashikawa N., Shimasaku K., Yagi M., Yasuda N., Doi M., Okamura S., Sekiguchi M. 1990, ApJL 452: 99
- [60] Kenefick J.D., Djorgovski S.G., de Carvalho R.R. 1995, AJ 110: 2533
- [61] Kirshner R.P., Oemler A., Schechter P.L. 1978, AJ 83: 1549
- [62] Kirshner R.P., Oemler A., Schechter P.L. 1979, AJ 84: 951
- [63] Lilly S.J., Tresse L., Hammer F., Crampton D., Le Fèvre O., 1995, ApJ 455: 108
- [64] Lin H., Yee H.K.C., Carlberg R.G., Ellingson E. 1997, AJ 475: 494
- [65] Lugger P.M. 1986, ApJ 303: 535
- [66] Lumsden S.L., Collins C.A., Nichol R.C., Eke V.R., Guzzo L. 1997, MNRAS 290: 119
- [67] Lynden-Bell D. 1971, MNRAS 155: 95
- [68] Maddox S.J., Sutherland W.J., Efstathiou G., Loveday J. 1990, MNRAS 243: 692
- [69] Melnick J., Sargent W.L.W. 1977, ApJ 215: 401
- [70] Morgan W.W. 1958, PASP, 70: 364
- [71] Oemler J. 1974, ApJ 194: 1
- [72] Phillipps S., Shanks T. 1987, MNRAS 227: 115

- [73] Phillipps S., Shanks T. 1987, MNRAS 229: 621
- [74] Reid I., Brewer C., Brucato R.J.,... 1991, PASP 103: 661
- [75] Sarazin C.L. 1988, *X-ray Emissions from Clusters of Galaxies*, Cambridge University Press
- [76] Sandage A., Tammann G.A., Yahil A. 1979, ApJ 232: 352
- [77] Sandage A., Tammann G.A. 1981, *A Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies*, Washington DC: Carnegie Inst.
- [78] Sandage A., Binggeli B., Tammann G.A. 1985, AJ 90: 1759
- [79] Sandage A., Binggeli B., Tammann G.A. 1988, ARA&A 26: 509
- [80] Scaramella R., Guzzo L., Zamorani G., Zucca E.,... 1998, A&A *in prep.*
- [81] Schechter P. 1976, ApJ 203: 297
- [82] Shapiro S.L. 1971, AJ 76: 291
- [83] Sprayberry D., Impey C.D., Irwin M.J., Bothun G.D. 1997, ApJ 481: 104
- [84] Thuan, Gunn 1976, PASP 88: 543
- [85] Tyson J.A. 1988, *Toward Understanding Galaxies at Large Redshift*, Proceedings of the Fifth Workshop of the Advanced School of Astronomy
- [86] Valotto C.A., Nicotra M.A., Muriel H., Lambas D.G. 1997, ApJ 479: 90
- [87] Weir N., Fayyad U.M., Djorgovski S. 1995, AJ 109: 2401
- [88] Weir N., Djorgovski S., Fayyad U.M. 1995, AJ 110: 1
- [89] Weir N., Djorgovski S., Fayyad U., Roden J. 1995, PASP 107: 1243

- [90] Willmer C.N.A. 1997, AJ 114: 898
- [91] Wilson G., Smail I., Ellis R.S., Couch W.J. 1996, MNRAS ???
- [92] Yee H.K.C., Green R.F. 1987, ApJ 319: 28
- [93] Yoshii Y., Takahra F. 1988, ApJ 326: 1
- [94] Zepf S.E., de Carvalho R., Ribeiro A.L.B. 1997, ApJL 488: 11
- [95] Zucca E., Zamorani G., Vettolani G., Cappi A.,... 1997, A&A 326: 477
- [96] Zwicky F. 1942, *Phis. Rev.*, 61: 489
- [97] Zwicky F. 1957, *Morfological Astronomy*, Berlin: Springer-Verlag, p.220
- [98] Zwicky F. 1964, ApJ 140: 1624

Ringraziamenti

Ringrazio:

il dott.Stefano Andreon per aver messo a mia disposizione la sua esperienza in campo scientifico, e per il prezioso aiuto che ha reso possibile questa tesi;

la dott.ssa Ilaria Musella e la dott.ssa Emanuela Puddu, il cui contributo ha notevolmente facilitato il mio lavoro;

tutto il personale dell'Osservatorio Astronomico di Capodimonte, per il sostegno offertomi durante il periodo trascorso all'osservatorio.

Ringrazio inoltre il dott.Gianluca Imbriani e il dott.Vladimiro Scotto di Carlo per aver reso più interessanti questi anni di studio, e per l'indispensabile assistenza nella gestione burocratica della mia carriera universitaria.