

INAUGURAL-DISSERTATION

zur
Erlangung der Doktorwürde

der
Naturwissenschaftlich-Mathematischen
Gesamtfakultät

der
Ruprecht-Karls-Universität
Heidelberg

vorgelegt von

Dipl.-Phys. Oliver Baumann

aus Oldenburg (Oldb.)

Tag der mündlichen Prüfung: 17. Oktober 2000

Erstellung einer Galaxienhaufen-Stichprobe
auf Grundlage eines tiefen photographischen Datensatzes

Gutachter: Priv.-Doz. Dr. Hermann-Josef Röser
Prof. Dr. Werner M. Tscharnuter

Erstellung einer Galaxienhaufen-Stichprobe auf Grundlage eines tiefen photographischen Datensatzes

Galaxienhaufen sind die größten gravitativ gebundenen Strukturen im Universum und eignen sich daher für eine große Anzahl kosmologisch relevanter Untersuchungen. Mit der Verfügbarkeit großer Teleskope der 8...10 m-Klasse seit jüngster Vergangenheit besteht erstmals eine effiziente Möglichkeit, entfernte Haufen bei $z \geq 0,5$ systematisch zu untersuchen. Diese Studien erfordern jedoch große und wohldefinierte Galaxienhaufen-Stichproben, die bisher nur in begrenztem Umfang verfügbar sind.

Für die erforderliche Erstellung eines neuen Kataloges wird ein einzigartiger, homogener und tiefer photographischer Datensatz verwandt. Dieser überdeckt eine zusammenhängende Fläche von $22,7 \text{ } \square^\circ$ in drei Farben und erreicht Vollständigkeitsgrenzen von $b_J = 24,8^m$, $r_F = 23,4^m$ und $i_N = 21,8^m$. Die Haufensuche wird mittels eines neu entwickelten Algorithmus durchgeführt, der die Detektionsgrenze für jeden Suchdurchgang auf Basis statistischer Berechnungen ableitet. Untersuchungen an simulierten Daten führen zu der Auswahl eines optimierten Parametersatzes und belegen darüber hinaus die Leistungsfähigkeit dieses Verfahrens.

Die neue Galaxienhaufen-Stichprobe umfaßt insgesamt 483 Kandidaten, von denen 173 eine geschätzte Rotverschiebung $z_{est} \geq 0,5$ aufweisen. Eine Teilstichprobe erhöhter Detektionssignifikanz enthält 296 Einträge, darunter 63 hochrotverschobene. Die vorliegende Arbeit umfaßt somit die gegenwärtig größte und homogenste Stichprobe optisch selektierter Galaxienhaufen für diesen Rotverschiebungsbereich. Daher ist dieser Haufenkatalog eine herausragende Grundlage sowohl für statistische Analysen der großskaligen Struktur im Universum als auch für detaillierte Untersuchungen des BUTCHER-OEMLER-Effektes.

Compilation of a sample of clusters of galaxies based on a deep photographic data set

Clusters of galaxies are the largest gravitationally bound structures in the universe, making them valuable probes for a variety of cosmological studies. The increasing number of 8-10 m-class telescopes enables us for the first time to efficiently carry out systematic investigations of distant clusters at $z \geq 0,5$. However, these studies require large well-defined samples of clusters, which are currently rare.

In order to compile a new cluster catalog a unique, homogeneous, and deep photographic data set is used. It covers an area of $22,7 \text{ } \square^\circ$ in three passbands and reaches completeness limits of $b_J = 24,8^m$, $r_F = 23,4^m$ and $i_N = 21,8^m$. The search for galaxy clusters is done with a newly developed algorithm, which optimizes the detection limit for each run based on statistical calculations. Applications of this algorithm to simulated data lead to the selection of the most suitable parameters and verify the method's efficiency.

The resulting new sample contains 483 cluster candidates, including 173 at estimated redshifts $z_{est} \geq 0,5$. A subsample with increased detection significance consists of 296 entries, of which 63 are at high redshifts. The present work contains the largest and most homogeneous sample of optically-selected clusters currently available for this redshift range. Thus this catalog provides an outstanding basis both for statistical investigations of the large scale structure of the universe and for detailed analyses of the BUTCHER-OEMLER-effect.

Inhaltsverzeichnis

1 Einleitung	13
1.1 Die großräumige Struktur des Universums	13
1.2 Der BUTCHER-OEMLER-Effekt	15
1.3 Existierende Galaxienhaufenkataloge	18
1.4 Motivation der neuen Suche	21
2 Der Datensatz	22
2.1 Die Bilddaten	22
2.2 Erstellung der Objektliste	25
2.2.1 Objektsuche	26
2.2.2 Ausschlußregionen	28
2.2.3 Stern-Galaxie-Separation	30
2.3 Photometrie	33
2.3.1 CCD-Vergleichsaufnahmen	34
2.3.2 Signalextraktion	35
2.3.3 Photometrische Kalibration	38
2.3.4 Fehleranalyse	43
2.4 Astrometrie	48
3 Eigenschaften des Objektkataloges	51
3.1 Stern- und Galaxie-Zählungen	51
3.2 Galaxie-Galaxie-Korrelationen	59
4 Der Haufen-Suchalgorithmus	68
4.1 Das Verfahren	68
4.2 Die Dichteschranke	71
4.3 Die Parameter	74

5 Untersuchung simulierter Daten	77
5.1 Der simulierte Datensatz	77
5.2 Testfälle und Ergebnisse	82
5.2.1 Optimierung der Suchstrategie	83
5.2.2 Einfluß der Ausschlußregionen	93
5.2.3 Vergleich mit einem <i>Matched-filter</i> -Algorithmus	96
6 Ergebnisse	100
6.1 Die Galaxienhaufen-Stichprobe	100
6.1.1 Erstellung der Kandidatenliste	100
6.1.2 Die Rotverschiebungsabschätzung	103
6.1.3 Der Anteil fehlerhafter Detektionen	108
6.2 Identifikation bekannter Galaxienhaufen	111
6.3 Spektroskopische Untersuchungen	114
7 Diskussion	120
7.1 Eigenschaften der Stichprobe	120
7.2 Abgrenzung zu konkurrierenden Katalogen	126
7.3 Zu erwartende Ergebnisse	134
8 Ausblick	138
Anhang	145
A Beobachtungsumfang	145
B INVENTORY-Parameter	146
C EVALUATE-Parameter	148
D Galaxienhaufen-Suchparameter	149
E Galaxienhaufenkataloge	154
Literaturverzeichnis	169

1 Einleitung

*Die Schwingen darf ich selbstgewiß entfalten,
Nicht fürcht' ich ein Gewölbe von Kristall,
Wenn ich des Äthers blauen Dunst zerteile
Und nun empor zu Sternenweiten eile,
Tief unten lassend diesen Erdenball.*

Giordano Bruno

1.1 Die großräumige Struktur des Universums

Die Untersuchung der Struktur des Universums auf großen Skalen ist ein bedeutendes Werkzeug für die Beantwortung verschiedener kosmologischer Fragen, deren Spektrum von der räumlichen Verteilung der Materie über den Anteil der unsichtbaren Materie bis zum Ursprung und der Entwicklung des Universums reicht. Ziel dieser Studien ist ein vertieftes theoretisches Verständnis der Kosmologie, wozu sowohl die Eingrenzung des Weltmodells, welches die beste Beschreibung der Beobachtungen erlaubt, als auch die Ableitung der grundlegenden Parameter dieses Modells gehören.

Der fundamentale Charakter der großskaligen Struktur für kosmologische Untersuchungen ist in der langsamen Entwicklung derselben begründet, da Objekte selbst für typische Geschwindigkeiten von $\sim 10^3$ km/s nur rund $10 h^{-1}$ Mpc in einer HUBBLE-Zeit zurücklegen können. Aus diesem Grund sind Galaxienhaufen die größten Einheiten, welche noch virialisiert sein können, während noch größere Strukturen unmittelbar die Signatur des jungen Universums zeigen. Der großskalige Aufbau des Universums erlaubt es somit, Rückschlüsse auf die Strukturbildung und -entwicklung zu ziehen.

Das Universum ist auf allen bisher untersuchten Skalen, welche von Galaxien (\sim kpc) über Galaxienhaufen (\sim Mpc) bis zu Superhaufen (≥ 10 Mpc) reichen, strukturiert [7]. In der Abbildung 1.1 ist beispielhaft die projizierte Verteilung der Galaxien bis etwa zur 19^m [78] dargestellt, die einen Eindruck von der großräumigen Struktur vermittelt. Ein Verfahren der Strukturanalyse basiert auf der Beobachtung der räumlichen Verteilung der Galaxien. Hier sind allerdings ausgedehnte Durchmusterungen erforderlich, welche mehrere tausend Rotverschiebungen ermitteln, um Zugang zu ausreichend großen Volumina und somit Skalen zu erhalten. Diese Untersuchungen zeigen eine blasen- oder schwammartige Ver-

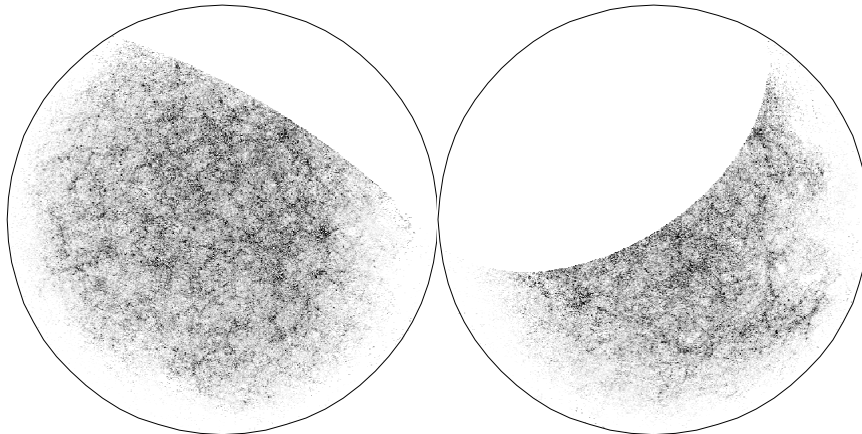


Abb. 1.1: Die Verteilung der Galaxien in der nördlichen (links) und der südlichen galaktischen Hemisphäre (rechts) bis etwa zur 19^m [78]. Das galaktische Zentrum ist in der Mitte, $l = 90^\circ$ jeweils unten.

teilung der Galaxien um große, leere Gebiete (*Voids*) mit typischen Ausdehnungen von $50 h^{-1}$ Mpc [18].

Ein alternativer Ansatz der Strukturanalyse beruht auf der Untersuchung reicher Galaxienhaufen, die sich als Indikatoren für die großräumige Struktur bis etwa $100 h^{-1}$ Mpc eignen, da sie die Dichtemaxima der Galaxienverteilung widerspiegeln. Galaxienhaufen haben dabei gegenüber individuellen Galaxien den Vorteil, daß sie eine große Anzahl von Objekten zusammenfassen, so daß der Analyseaufwand deutlich reduziert wird. Wichtige Eigenschaften der Galaxienhaufen und daher Gegenstand der Untersuchungen sind hierbei die Entwicklung der räumlichen Dichte mit der Zeit und die Tendenz noch größere Strukturen zu bilden, wobei sich letztere z. B. durch eine Korrelationsanalyse beschreiben läßt.

Neben den Untersuchungen zur großräumigen Struktur des Universums sind Galaxienhaufen auch für die Analyse der Galaxienpopulation geeignet. Wesentlich ist hierfür die elementare Eigenschaft der Haufen, daß sie Systeme aus vielen Objekten sind, welche alle bei derselben Rotverschiebung liegen. Durch einen Vergleich der Merkmale mehrerer, bei unterschiedlichen Rotverschiebungen liegender Galaxienhaufen ist es somit möglich, auf die Entwicklung der Galaxien in Haufen mit der Zeit zu schließen.

1.2 Der BUTCHER-OEMLER-Effekt

Da die Haufengalaxien zu einem physikalischen System gehören und daher die elementare Eigenschaft aufweisen, alle bei der gleichen Entfernung zu liegen, eignen sich mehrere Haufen bei unterschiedlichen Rotverschiebungen für die Untersuchung von Entwicklungseffekten. Ein bedeutendes Beispiel der Entwicklung der Galaxienpopulation ist der BUTCHER-OEMLER-Effekt, der die Änderung des Anteils blauer Galaxien in Galaxienhaufen mit der Rotverschiebung und somit mit der Zeit beschreibt.

Bei der photometrischen Untersuchung von zunächst zwei fernen Galaxienhaufen bei $z = 0,39$ bzw. $z = 0,46$ fiel der im Vergleich zu nahen Haufen große Anteil blauer Objekte auf, die aufgrund ihrer Farben als Spiralgalaxien identifiziert wurden [10]. Eine ausgedehnte Studie an einer Gruppe von 33 Haufen im Bereich $0,003 \leq z \leq 0,54$ zeigt einen deutlichen Zusammenhang zwischen dem Anteil blauer Galaxien f_B und der Rotverschiebung des Haufens (s. Abbildung 1.2) [11]. Hierbei werden alle Galaxien der blauen Population zugeordnet, deren $B-V$ -Farbe im Ruhesystem um wenigstens $0,2^m$ blauer ist als die mittlere Farbe früher HUBBLE-Typen (E und S0). Die Größe f_B ist näherungsweise ein Maß für den Anteil der Haufengalaxien, die sich in einer aktuellen Sternentstehungsphase befinden.

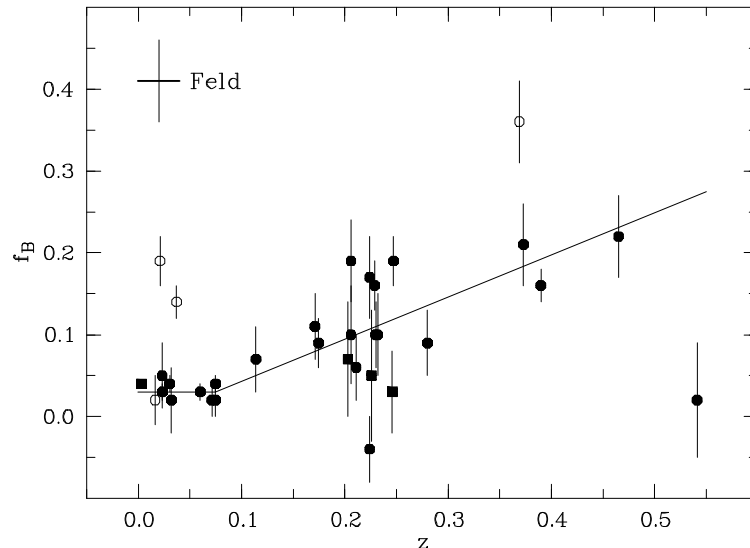


Abb. 1.2: Entwicklung des Anteils blauer Haufengalaxien mit der Rotverschiebung für kompakte (●) und irreguläre Galaxienhaufen (○) sowie Übergangsformen (■) [11].

In der Abbildung 1.2 ist zu erkennen, daß kompakte Galaxienhaufen mit einer Rotverschiebung $z \leq 0,075$ eine ähnliche ($f_B \approx 0,03$) und im Vergleich zum Feld deutlich rottere Galaxienpopulation aufweisen. Ab $z \approx 0,1$ nimmt der Anteil blauer Galaxien mit der Rotverschiebung zu (durchgezogene Linie) und erreicht bei $z = 0,5$ etwa einen Wert von $f_B \approx 0,25$. Diese Beobachtung legt den Schluß nahe, daß viele Galaxien früher HUBBLE-Typen, welche heutige Haufen dominieren, aus Galaxien mit einer signifikant größeren Sternentstehung hervorgegangen sind.

Weiterführende Untersuchungen, welche in einer ausführlicheren Übersicht in [22] dargestellt werden, und hierbei insbesondere spektroskopische Beobachtungen, bestätigen die Existenz einer blauen Objektpopulation in fernen Galaxienhaufen [19]. Darüber hinaus führen diese Untersuchungen auch zu der Identifikation von drei spektroskopischen Klassen der beobachteten blauen Objekte [20]:

- Galaxien mit anhaltender Sternentstehung,
- Galaxien mit aktiven Kernen und
- E+A-Galaxien.

Die Bezeichnung der Objekte der dritten Gruppe beruht auf deren charakteristischem Spektrum, das zwar BALMER-Absorptionslinien von A-Sternen aufweist, sonst jedoch dem einer elliptischen Galaxie entspricht. Diese Spektren suggerieren einen vor so kurzer Zeit (ca. $1 \cdot 10^9$ Jahren) abgeschlossenen Sternentstehungsausbruch, daß die O- und B-Sterne bereits ausgebrannt sind, während die jungen A- und F-Sterne zusammen mit alten K-Riesen die Population dieser Galaxien dominieren.

Die spektroskopischen Beobachtungen von Haufen bei mittleren Rotverschiebungen zeigen, daß die Aktivität im Sinne anhaltender Sternentstehung oder erst vor kurzer Zeit abgeklungener Sternentstehungsausbrüche weiter verbreitet ist, als die photometrischen Untersuchungen alleine belegen: Offenbar weist kein Galaxienhaufen mittlerer Entfernung eine aktive Population von Galaxien auf, die kleiner $\sim 30\%$ ist [21]. Darüber hinaus weisen die Spektren der meisten blauen Spiralgalaxien in den Haufen mittlerer Entfernung auch Besonderheiten auf, die auf einen Sternentstehungsausbruch hinweisen [14]. Diese Eigenschaft unterscheidet sie einerseits von Spiralen im Feld und führt andererseits dazu, daß Ausbrüche von Sternentstehung in entfernten Galaxienhaufen öfter beobachtet werden als in heutigen Haufen.

Die Änderung der mittleren Zusammensetzung der Galaxienpopulation in Haufen mit der Rotverschiebung weist unmittelbar auf eine dramatische Evolution hin, die etwa in den letzten $6 \cdot 10^9$ Jahren stattgefunden haben muß. Umgebungseinflüsse sind offenbar wesentlich für diese Entwicklung, da sie bei Galaxien in reichen Haufen, jedoch weder in kleinen Galaxiengruppen [3] noch in der Feldpopulation [12] auftritt. Ohne morphologische

Informationen ist es allerdings nicht möglich, über die Natur der blauen Galaxien und damit über deren Evolution Auskunft zu erhalten. Erst die mit dem korrigierten *Hubble Space Telescope* (HST) durchgeführten Beobachtungen belegen, daß ein bedeutender Anteil der Galaxien in entfernten Haufen aus Spiralen und *Mergern* besteht, und weisen auf die Bedeutung von Wechselwirkungen zwischen Haufengalaxien und deren Umgebung hin [62].

Betrachtet man diese Ergebnisse im Kontext des Modells der hierarchischen Struktur-entstehung [41, 42], so könnten bei Rotverschiebungen um $z \approx 0,4$ Galaxienhaufen beobachtet werden, die erst in der jüngeren Vergangenheit aus mehreren kleinen Galaxien-gruppen gebildet wurden. Diese jungen Systeme sind möglicherweise die ersten, die massereich genug sind, um Wechselwirkungen zwischen den Haufenmitgliedern ausreichend wahrscheinlich zu machen, so daß der beobachtete Evolutionseffekt erstmals bei diesen Rotverschiebungen auftritt. In diesem Bild hat der Evolutionsmechanismus bis $z = 0$ ausreichend Zeit zu wirken, so daß heutige Haufen sehr viel weniger blaue Galaxien enthalten als die entfernten Systeme. Je nachdem welche kosmologischen Parameter und welches Weltmodell zugrundegelegt werden, bleibt hierbei jedoch unklar, wie weit die Strukturbildung bei mittleren Rotverschiebungen fortgeschritten ist. Somit bleibt die Frage ungeklärt, ob der erhöhte Anteil blauer Objekte in den fernen Galaxienhaufen auf die Bildung dieser Strukturen hinweist oder ob es bis zu diesem Zeitpunkt schon eine fort-geschrittene Evolution gibt.

Ein wesentlicher Beitrag zur Beantwortung dieser Frage ist aus der Untersuchung einer größeren Stichprobe von Galaxienhaufen bei $z > 0,5$ zu erwarten, welche sich auf die Populationsänderung in Abhängigkeit von der inneren Struktur der Haufen und deren Rotverschiebung konzentriert. In diesen Untersuchungen müssen allerdings für eine fundierte Aussage die spektralen Energieverteilungen der Galaxien rekonstruiert werden, so daß breitband-photometrische Beobachtungen nicht genügend Informationen liefern können. Der effizienteste Ansatz die Populationen der Galaxienhaufen statistisch komplett zu analysieren ist die Multiband-Photometrie, die einen Satz mittelbreiter bis schmaler Filter verwendet [8, 9, 82], der der Rotverschiebung der Galaxienhaufen angepaßt sein muß, um die erforderlichen spektralen Informationen zu ermitteln.

Die zu erwartenden Helligkeiten bei $z \approx 1$ können anhand der hellsten elliptischen Haufengalaxien im Bereich $0,4 \lesssim z \lesssim 0,5$ [8, 9, 22] und der K -Korrekturen [65] abgeschätzt werden: $R \gtrsim 22,5^m$ bzw. $I \gtrsim 21,0^m$. Wegen dieser geringen Helligkeiten der hellsten Objekte in fernen Galaxienhaufen und der Notwendigkeit, die Rotverschiebungen vieler Haufen spektroskopisch zu bestimmen, bevor diese mit der Multiband-Photometrie untersucht werden können, sind große Studien allerdings erst mit den in jüngster Zeit verfügbar gewordenen Teleskopen der 8...10 m-Klasse durchzuführen. Auch die erforderliche Anzahl

von schmalband-photometrischen Aufnahmen ist für diese umfangreiche Untersuchung ohne die Nutzung großer Teleskope wie z. B. des ESO *Very Large Telescope* (VLT) nicht mit realistischem Beobachtungsaufwand zu gewinnen.

1.3 Existierende Galaxienhaufenkataloge

Die oben erwähnten Untersuchungen erfordern die Verfügbarkeit großer und wohldefinierter Stichproben von Galaxienhaufen, welche einen möglichst großen Rotverschiebungsbereich abdecken. Die klassischen Arbeiten von G. O. Abell [1] sowie F. Zwicky und Mitarbeitern [89] decken etwa den halben Himmel ab, beruhen jedoch auf den photographischen Platten des *Palomar Observatory Sky Survey* (POSS). Wegen der Datenbasis ist die Rotverschiebung dieser Durchmusterungen auf den Bereich bis $z \approx 0,2$ begrenzt. Um zu größeren Rotverschiebungen zu gelangen, wurde von J. E. Gunn, J. G. Hoessel und J. B. Oke [30] ein spezieller photographischer Datensatz verwandt, der mit drei verschiedenen Teleskopen und in drei differierenden Spektralbereichen gewonnen wurde, wobei neben direkten photographischen Aufnahmen teilweise auch Bildverstärkerröhren zum Einsatz kamen. Mit maximal $71,5 \text{ } \square^\circ$ homogener Daten decken diese Photoplaten einen sehr viel kleineren Bereich des Himmels ab. Wegen des heterogenen Datensatzes ist bei dieser Arbeit allerdings die Homogenität der Haufenstichprobe nicht gewährleistet.

Die Galaxienhaufen dieser drei Arbeiten wurden jeweils durch visuelle Inspektion photographischer Datensätze gefunden. Wegen der subjektiven und u. U. auch schon innerhalb eines Teams uneinheitlichen Kriterien ist das Auftreten von Auswahleffekten möglich, welche die Homogenität der entsprechenden Stichproben gefährden. Schon in der südlichen Erweiterung des ABELL-Katalogs [2] wurde daher auf die Notwendigkeit hingewiesen, objektive Methoden für die Galaxienhaufensuche zu verwenden. Ein Zwischenschritt ist hierbei die Analyse von Galaxien-Zählungen in festen Zellen, die von S. A. Shectman [79] mittels objektiver Kriterien durchgeführt wurde. Da die hier zugrundeliegenden Zählungen allerdings wiederum durch visuelle Inspektion photographischen Datenmaterials erstellt wurden, ist auch bei dieser Arbeit keine vollständige Objektivität sichergestellt.

Erst mit der Verfügbarkeit großer elektronischer Datensätze, die sowohl auf digitalisierten Photoplaten als auch auf Beobachtungen mit elektronischen Detektoren basieren können, ist die Erzeugung einer vollständig von subjektiven Einflüssen befreiten Galaxienhaufen-Stichprobe möglich. Auch hier tritt wieder das Problem auf, daß die Daten wegen der begrenzten Verfügbarkeit von Teleskopzeit einen Kompromiß zwischen der abgedeckten Fläche des Himmels und der Tiefe der Durchmusterung darstellen.

Gegenwärtig existieren daher nur zwei objektive, auf Daten im sichtbaren Spektralbereich selektierte Kataloge von Galaxienhaufen, die einen großen Bereich des Himmels ($> 1000 \square^\circ$) abdecken. Sowohl der APM-Haufenkatalog [16] als auch der *Edinburgh-Durham Cluster Catalog* (EDCC) [53] basieren auf Galaxienlisten, die mittels automatischer Meßmaschinen und auf Grundlage einer großen Anzahl von Photoplatten erzeugt wurden. Da die verwandten photographischen Daten aus derselben südlichen Himmelsdurchmusterung mit einer Grenzgröße $b_j \approx 20,5^m$ stammen, ist die zugängliche Rotverschiebung wiederum auf $z < 0,2$ beschränkt. Um zu größeren Rotverschiebungen gelangen zu können, sind daher spezielle Datensätze erforderlich, die vorwiegend mit elektronischen Detektoren gewonnen werden und deutlich tiefere Helligkeitsgrenzen erreichen als photographische Himmelsdurchmusterungen.

Die erste vollständig objektive und für entfernte Galaxienhaufen konzipierte Durchmusterung ist der *Palomar Distant Cluster Survey* (PDCS) [67], der auf fünf jeweils rund $1 \square^\circ$ großen Feldern in der nördlichen Hemisphäre basiert. Dieser Datensatz besteht aus Beobachtungen in zwei Wellenlängenbereichen und erreicht Vollständigkeitsgrenzen von ca. $23,8^m$ im V-Band bzw. $22,5^m$ im I-Band. Die für den PDCS entwickelte Suchmethode wurde auch auf die Daten des ESO *Imaging Survey* (EIS) angewandt [63, 64, 77], die vier Bereiche aus zusammenhängenden CCD-Mosaiken mit einer Gesamtgröße von $14,4 \square^\circ$ abdecken. Aufgrund variabler Beobachtungsbedingungen ist schon für ein einzelnes Mosaik keine vollständige Homogenität sichergestellt, was im besonderen Maße auch für die Felder untereinander zutrifft. Die auf Grundlage der vier Mosaiken erstellten Galaxienlisten weisen eine typische 80 %-Vollständigkeitsgrenze von $i = 23^m$ auf, die für einen Teilbereich von nur $2,0 \square^\circ$ verfügbaren V-Daten erreichen eine typische Grenze von 24^m . Diese PDCS- und EIS-Haufenkataloge enthalten Erwartungswerte für die Rotverschiebung der Kandidaten, die der Suchalgorithmus aus den Objektpositionen sowie Helligkeitsinformationen ableitet und die bis $z = 1,2$ (PDCS) bzw. $z = 1,3$ (EIS) reichen.

Ein weiterer, objektiv selektierter Haufenkatalog wurde auf Grundlage weiterer, tiefer I-Daten von C. E. Lidman und B. A. Peterson [50] erzeugt, die eine aus 178 nicht zusammenhängenden Teilbereichen bestehende Fläche von $13 \square^\circ$ am südlichen Himmel untersuchten. Die mittlere Grenzhelligkeit für eine Vollständigkeit von 50 % beträgt hier $i \approx 22,8^m$. Für einen kleinen Teil der Fläche (ca. $1,2 \square^\circ$) liegen ergänzende Beobachtungen im V-Band vor, die eine entsprechende Grenzgröße von $v = 23,5^m$ erreichen. Da für den gesamten Datensatz eine Methode verwendet wurde, die in einzelnen Suchdurchgängen die Positionen und Objekthelligkeiten mittels Gewichtsfunktionen für diskrete Rotverschiebungen ($z = 0,3; 0,5; 0,7$) auswertet, ist in dieser Stichprobe kein Galaxienhaufen zu erwarten, der bei deutlich größeren Rotverschiebungen als $z = 0,7$ liegt.

Die diesen drei Arbeiten zugrundeliegenden Datensätze sind zwar im Vergleich zu klassischen CCD-Feldern mit Ausdehnungen von wenigen Bogenminuten groß, allerdings noch nicht optimal für die Suche nach hochrotverschobenen Galaxienhaufen geeignet. Zum einen ist die am Himmel abgedeckte Fläche entweder nicht zusammenhängend oder aus Einzelaufnahmen zusammengesetzt, was die Homogenität der Objektstichproben und der davon abgeleiteten Galaxienhaufenkataloge einschränken kann. Die größte zusammenhängende Fläche ($5,5 \square^\circ$) liegt dem EIS-Katalog zugrunde, jedoch ist auch dieser Bereich im Vergleich zu einem Feld einer photographischen Himmelsdurchmusterung klein. Zum anderen beruhen diese Untersuchungen mit Ausnahme des PDCS im wesentlichen auf nur einem beobachteten Spektralbereich, und auch der PDCS verwendet die beiden photometrischen Bänder bei der Haufensuche ausschließlich separat. Nur auf der kleinen Untermenge von $1,2 \square^\circ$ des von C. E. Lidman und B. A. Peterson untersuchten Bereiches wurde von den ergänzenden Informationen der beiden Spektralbereiche direkter Gebrauch gemacht.

Eine Alternative bei der Suche nach Galaxienhaufen ist die Auswahl der Kandidaten über deren Emission von Röntgenstrahlen. Der grundlegende Vorteil dieser Methode besteht in der quadratischen Abhängigkeit der Röntgenemission von der Dichte des emittierenden Gases im Haufen, die das Auftreten von Projektionseffekten sehr viel unwahrscheinlicher macht als bei optischer Selektion [23]. Wegen der für diese kurzen Wellenlängen undurchsichtigen Erdatmosphäre lassen sich röntgenselektierte Haufenstichproben jedoch nur mit Daten von Weltraummissionen erstellen, die eine großflächige und tiefe Durchmusterung besonders aufwendig machen. Zwei große röntgenselektierte Stichproben basieren auf dem ROSAT *All Sky Survey* (RASS) in der nördlichen [23] und der südlichen Hemisphäre [17], welche Galaxienhaufen mit Rotverschiebungen bis $z \lesssim 0,3$ umfassen. Eine deutlich tiefere Durchmusterung beruht auf dem *Einstein Observatory Medium-Sensitivity Survey* (EMSS) [28], der auf einer Zufallsdurchmusterung bei hohen galaktischen Breiten ($|b| > 20^\circ$) basiert und eine Gesamtfläche von $778 \square^\circ$ umfaßt. Diese Stichprobe [27] enthält röntgenhelle Galaxienhaufen im Bereich $0,15 \leq z \leq 0,81$, worunter allerdings höchstens sechs massereiche Galaxienhaufen mit $z > 0,5$ zu finden sind. Darüber hinaus ist ein weiterer Katalog für diesen Rotverschiebungsbereich verfügbar, der auf tiefen ROSAT-Beobachtungen beruht und eine Fläche von $158 \square^\circ$ umfaßt [85]. In dieser Stichprobe sind 20 weitere Haufen mit $z \geq 0,5$ zu finden, von denen allerdings nur sieben gemessenen Rotverschiebungen aufweisen, während für die anderen photometrische Rotverschiebungsschätzungen vorliegen.

1.4 Motivation der neuen Suche

Trotz der verschiedenen Projekte, die mit dem Ziel durchgeführt wurden, Galaxienhaufen hoher Rotverschiebungen zu detektieren, sind heute nur 227 Haufen bekannt, die bei $z > 0,5$ liegen [59]. In dieser Liste sind allerdings viele Haufenkandidaten aus dem PDCS bzw. EIS, für die überwiegend nur die von dem Suchalgorithmus erwarteten Rotverschiebungen verfügbar sind, sowie mehrere Haufen mit unklarer oder ungenauer Entfernungsangabe. Berücksichtigt man dies, so schrumpft die Anzahl verifizierter, hochrotverschobener Haufen auf unter 70 zusammen. Diese Galaxienhaufen stammen aus sehr unterschiedlichen Durchmusterungen und sind z. T. zufällig gefunden worden, so daß hier keine einheitliche Grundlage für weiterführende Untersuchungen vorliegt.

Ausgehend von der Erfordernis, große und objektiv selektierte Stichproben von Galaxienhaufen zur Verfügung zu haben, und der oben beschriebenen Einschränkungen der bestehenden Kataloge, ist die Erstellung eines weiteren Haufenkataloges notwendig. Der einzig pragmatische Weg bei der Haufensuche im Bereich $z > 0,5$ beruht auf der Verwendung tiefer optischer oder nah-infraroter Daten, die noch mit bodengebundenen Teleskopen beobachtet werden können, damit der Aufwand für die Erstellung des Kataloges begrenzt bleibt. Sinnvoll ist eine neue Suche allerdings nur, wenn sie mit einem großflächigen und zusammenhängenden Datensatz durchgeführt werden kann, so daß die zu erzeugende Stichprobe schon auf einer möglichst homogenen Objektliste basiert. Wünschenswert ist darüber hinaus die Verfügbarkeit von mehreren photometrischen Bändern, die sich gegenseitig ergänzende Informationen bieten können.

Wegen der Verfügbarkeit eines tiefen, photographischen Datensatzes, der die oben dargestellten Voraussetzungen erfüllt, ist die wesentliche Grundlage für ein neues Projekt zur Suche nach hochrotverschobenen Galaxienhaufen gegeben. In der vorliegenden Arbeit wird dieser Datensatz eingehend beschrieben und die daraus abgeleitete Objektstichprobe charakterisiert. Der für die objektive Auswahl einer homogenen Haufenstichprobe neu entwickelte Suchalgorithmus wird ebenso dargestellt wie die Optimierung der Parameter dieses Verfahrens anhand eines simulierten Datensatzes. Gegenstand dieser Untersuchungen ist auch ein Vergleich der Leistungsfähigkeit des neuen Algorithmus mit einem konkurrierenden Verfahren aus der Literatur. Die Erstellung des neuen Haufenkataloges wird ebenfalls beschrieben und dessen Relevanz für zukünftige Studien diskutiert.

2 Der Datensatz

Auf, mein Herz, sagte ich mir, denk jetzt nicht mehr an die Weisheit: Wende dich an die Wissenschaft.

Umberto Eco, Das Foucaultsche Pendel

2.1 Die Bilddaten

Die Beobachtungsdaten, auf denen diese Galaxienhaufen-Durchmusterung beruht, wurden ursprünglich von M. R. S. Hawkins, *Royal Observatory Edinburgh* (ROE), mit dem Ziel aufgenommen, Quasare anhand ihrer Helligkeitsvariabilität zu identifizieren [33, 84]. Diese Variabilitätsuntersuchungen wurden auf Photoplatten im blauen Spektralbereich durchgeführt und durch, zunächst wenige, weitere Platten anderer Farbempfindlichkeit ergänzt. Später wurde, basierend auf den schon existierenden Daten, auch nach roten Objekten mit hoher Eigenbewegung, wie z. B. Braunen Zwergen gesucht [35], so daß weitere Photoplatten im roten und nahinfraroten Spektralbereich aufgenommen wurden.

Die Auswahl des Himmelsfeldes, in dem diese Projekte durchgeführt wurden, erfolgte anhand mehrerer Kriterien, die sich aus den Erfordernissen einer langfristigen Helligkeitsuntersuchung extragalaktischer Objekte ergeben [33]:

- Verfügbarkeit der Teleskopzeit,
- großer Abstand von der galaktischen Scheibe,
- keine hellen Sterne,
- keine großskaligen Strukturen (wie z. B. durch nahe Haufen) und
- Existenz möglichst vieler Vorbeobachtungen.

Diese Bedingungen wurden von dem *European Southern Observatory / Science and Engineering Research Council* (ESO/SERC) Feld 287 mit den folgenden Koordinaten erfüllt:

$$\text{äquatorial (Epoche 1950)} \quad \alpha = 21^{\text{h}} 28^{\text{m}} \quad \delta = -45^{\circ} 00',$$

$$\text{galaktisch (System II)} \quad l^{\text{II}} = 355,3^{\circ} \quad b^{\text{II}} = -46,6^{\circ}.$$

Dieses Feld wurde für die oben umrissenen Projekte seit 1975 siebzehn Jahre lang regelmäßig mit dem *United Kingdom SCHMIDT Telescope* (UKST) am *Anglo-Australian Observatory*, Siding Spring, Australien beobachtet. Die in diesem Zeitraum jeweils him-

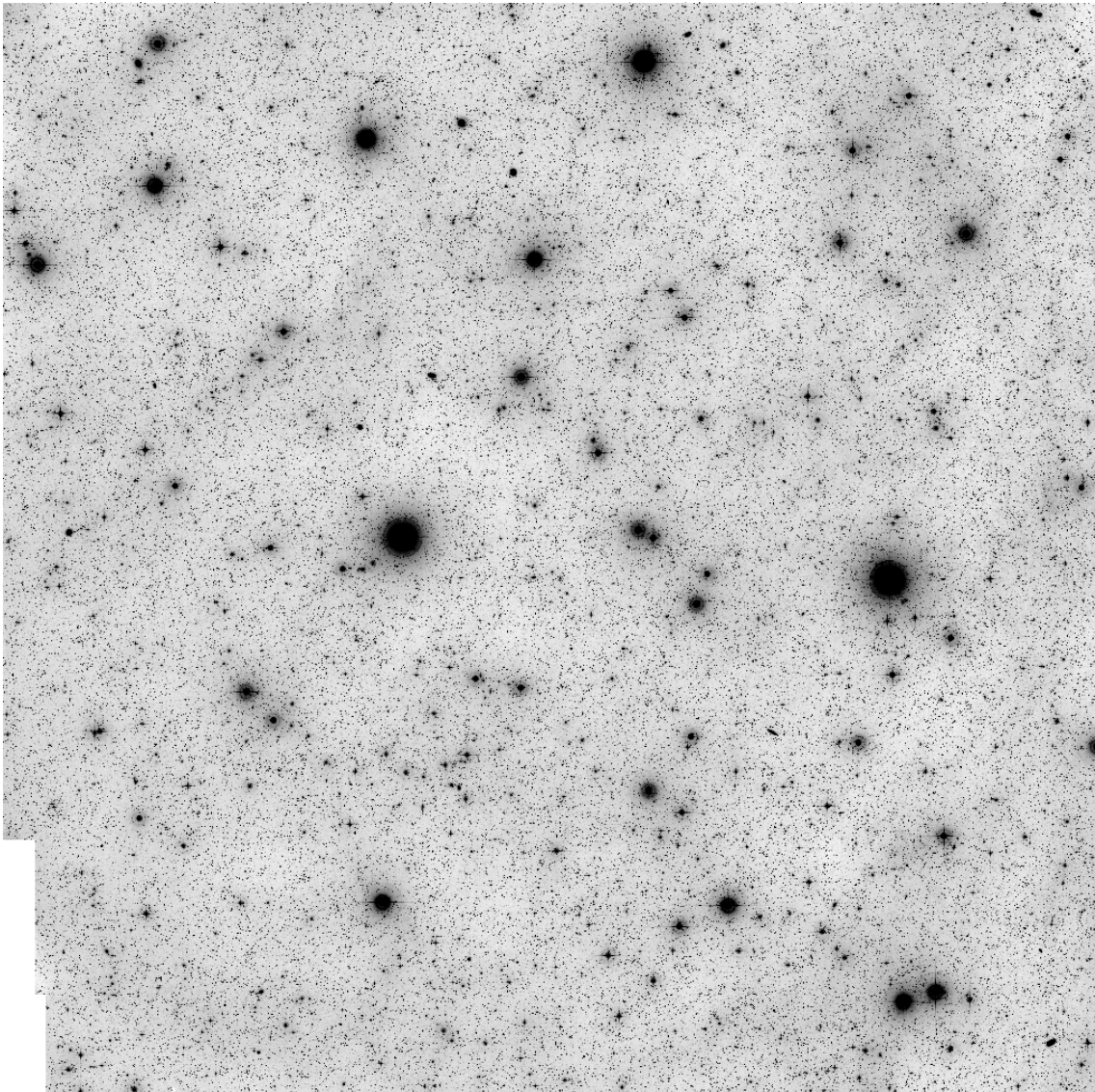
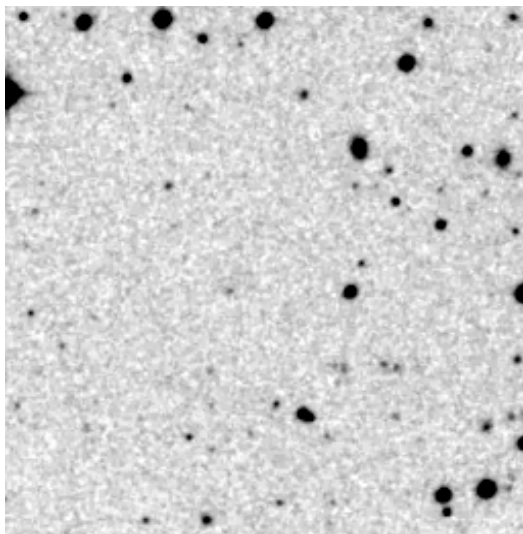


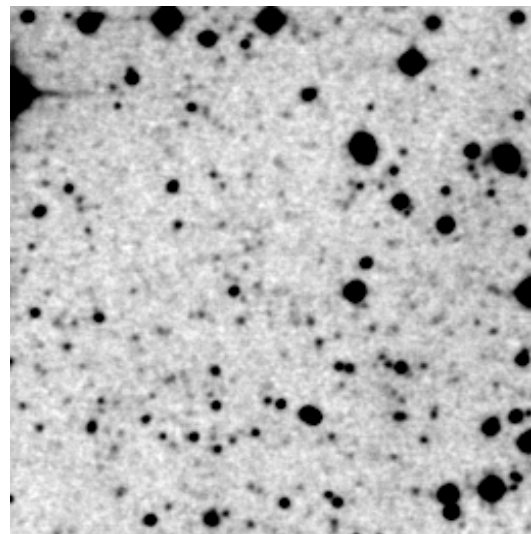
Abb. 2.1: Der vollständige photographische Datensatz im R_F -Band. Die Seitenlänge des Bildes beträgt etwa $5,3^\circ$, der Hintergrund wurde subtrahiert.

melsbegrenzt belichteten Photoplatten wurden mit der COSMOS-Maschine, dem Mikrodensitometer am ROE, mit einer Schrittweite von $16 \mu\text{m}$ (entsprechend $1,0746''$) und einer *Spot*-Größe von $32 \mu\text{m}$ digitalisiert.

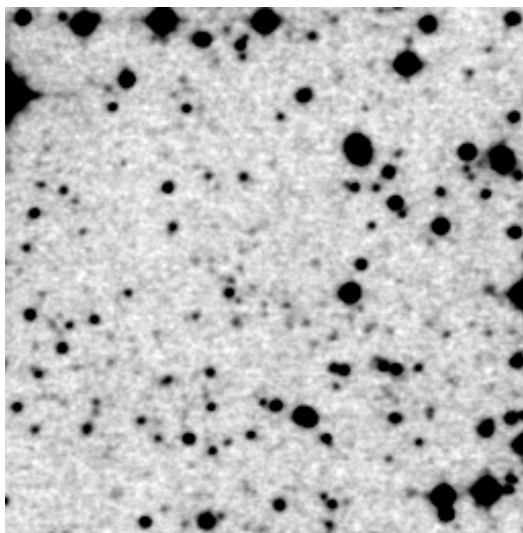
Dieses Datenmaterial bot nun durch die digitale Überlagerung vieler Einzelbilder, die im blauen (B_J), roten (R_F) und nahinfraroten (I_N) Spektralbereich verfügbar waren, eine einzigartige Möglichkeit: den wichtigsten Vorzug von SCHMIDT-Platten, die große abgebildete Fläche von ca. $27,7 \square^\circ$, mit einer Grenzgröße zu kombinieren, die sonst nur mit



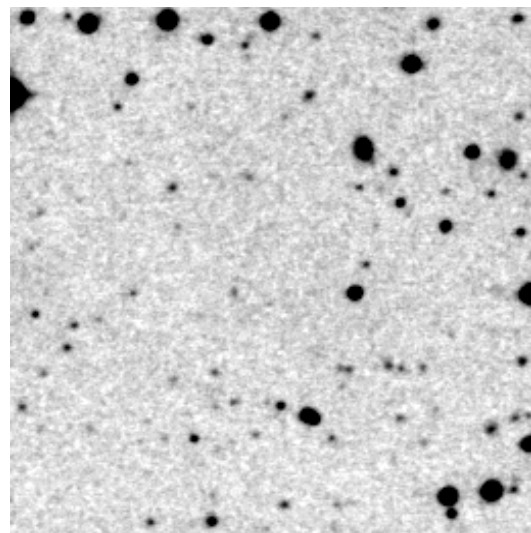
DSS B_j



Stack B_j



Stack R_F



Stack I_N

Abb. 2.2: Vergleich des DSS mit dem *Stack* anhand eines Ausschnittes von etwa $4,6' \cdot 4,6'$ Größe.

elektronischen Detektoren zugänglich ist. Die Überlagerung dieser drei Plattensätze erfolgte jeweils im System der COSMOS-Meßgröße $\log(\text{Transmission})$, welche der Photographischen Dichte äquivalent ist. Man erhält somit drei überlagerte Bilder, die sich von einzelnen digitalisierten Photoplatten im wesentlichen durch den deutlich erhöhten dynamischen Bereich unterscheiden. Die Auflösung dieser Daten wird sowohl durch die Auflösung der Einzelaufnahmen als auch durch den Überlagerungsprozeß bestimmt und beträgt typischerweise $2,2''$. In Tabelle 2.1 werden einige Informationen zu diesen überlagerten

Datensätzen dargestellt, die im folgenden auch als *Stack* (für engl.: Überlagerung) bezeichnet werden.

Tab. 2.1: Grundlegende Informationen zu den drei überlagerten Datensätzen [34].

	Emulsion (Kodak)	Vorfilter (Schott)	Anzahl überlagerter Photoplatten	Gesamt- belichtungszeit
B_J	IIIa-J	GG 395	64	~ 70 h
R_F	IIIa-F	RG 630	64	~ 100 h
I_N	IV-N	RG 715	30	~ 47 h

Die drei überlagerten Bilder wurden dem Projekt der Galaxienhaufen-Durchmusterung von M. R. S. Hawkins zur Verfügung gestellt. Die Daten liegen zunächst im COSMOS-Format und in einer Dateigröße von 17920^2 Bildpunkten vor. Um ihre Bearbeitung mit gängigen Bilddatenverarbeitungspaketen zu ermöglichen, werden sie in je 324 Dateien (entsprechend 18^2 Teilbildern) mit jeweils 1024 Punkten Seitenlänge zerlegt und in das FITS-Format [60] konvertiert. Die Abbildung 2.1 zeigt eine hintergrundsubtrahierte Graustufendarstellung des gesamten *Stack* am Beispiel des R_F -Bildes. Außerdem wird in Abbildung 2.2 anhand eines rund $4,6' \cdot 4,6'$ großen Ausschnittes ein Vergleich des *Stack* in allen drei Bändern mit dem *Digital Sky Survey* (DSS) dargestellt.

2.2 Erstellung der Objektliste

Da ein auf optischen Bilddaten beruhender automatischer Galaxienhaufen-Suchalgorithmus meist direkt oder indirekt auf Galaxienlisten beruht, ist die Erstellung eines wohldefinierten Objektkataloges ein essentieller Schritt für ein derartiges Projekt. Hierbei ist es zunächst wichtig, einen geeigneten Objekt-Suchalgorithmus zu verwenden, um die in dem Datensatz enthaltenen Objekte zu katalogisieren.

Für die Erstellung einer homogenen Stichprobe ist es außerdem wichtig, alle Objekte ausschließen zu können, die in Regionen des *Stack* liegen, die diese Homogenität gefährden. Darüber hinaus müssen Kriterien abgeleitet und angewandt werden, die die Klassifikation der Objekte ermöglichen, so daß Galaxien gezielt aus dem Katalog ausgewählt werden können. In den folgenden Abschnitten werden diese zur Erstellung der Objektliste notwendigen Schritte ausführlich dargestellt.

2.2.1 Objektsuche

Der Katalogisierung der in einem Bilddatensatz nachgewiesenen Objekte kommt besondere Bedeutung zu, da die entstehende Objektliste die Grundlage aller weiteren Untersuchungen ist. So wird insbesondere jede Inhomogenität der räumlichen Verteilung der Listeneinträge notwendigerweise Auswirkungen auf einen objektorientierten Suchalgorithmus für Galaxienhaufen haben. Da hier tatsächliche, auf der intrinsischen Galaxienverteilung basierende, nicht von scheinbaren, durch Auswahleffekte der Objektsuche hervorgerufenen, Inhomogenitäten zu unterscheiden sind, bedarf sowohl die Auswahl des Suchverfahrens als auch die Optimierung der Parameter größter Sorgfalt.

Die einzig praktikable Möglichkeit, alle Objekte in dem *Stack* zu katalogisieren, ist die Verwendung eines schon bestehenden automatischen Objektsuchverfahrens. Da bei Projektbeginn nur zwei Programmpakete zur Objektkatalogisierung und -analyse verfügbar waren, beschränkt sich der vergleichende Test auf diese beiden Algorithmen. Bei den untersuchten Verfahren handelt es sich zum einen um das *Faint Object Classification and Analysis System* (FOCAS) [38] und zum anderen um INVENTORY, welches ein Bestandteil des Standard-Bilddatenverarbeitungspaketes *Munich Image Data Analysis System* (MIDAS) ist [26]. Der Vergleich dieser beiden Objekt-Suchalgorithmen erfolgt exemplarisch an zwei Teilbildern des R_f -*Stack*, wobei eines in der Nähe des Zentrums und ein anderes am Rand der überlagerten Photoplatten gewählt wird, um Abhängigkeiten von der Ausleuchtung des Hintergrundes erkennen zu können.

Die Untersuchungen zeigen, daß die Anzahl der von FOCAS gefundenen Objekte sowohl von der globalen als auch von der lokalen Struktur des Hintergrundes abhängt. Da FOCAS einen nur langsam variierenden Hintergrund mit konstantem Rauschen voraussetzt [83], ist dies eine Eigenschaft des Programmpaketes. Die globale Hintergrundstruktur kann zwar durch elementare Bearbeitung der Bilddaten ausgeglichen werden, jedoch lassen sich die Probleme durch die lokale Struktur nicht beheben. Darüber hinaus ist eine interaktive Bildbearbeitung für die Objektsuche auf allen 324 Teilbildern nicht praktikabel. Im Gegensatz dazu zeigt INVENTORY bei diesem Test keinen Einfluß des Hintergrundniveaus auf die Anzahl der gefundenen Objekte.

Hierbei ist zu berücksichtigen, daß FOCAS aufgrund der umfassenden Dokumentation die Wahl geeigneter Suchparameter erleichtert, und somit deutlich besser zu handhaben ist als INVENTORY. Obwohl dessen Dokumentation sehr knapp ist, so daß die Parameterwahl hier weniger auf dem Verständnis des Programmablaufes beruhen kann, fällt das Resultat wegen der Hintergrundbehandlung bei diesem speziellen Datensatz eindeutig zugunsten des Paketes INVENTORY aus.

Da INVENTORY ausschließlich zur Detektion der Objekte verwendet wird, müssen nur die beiden Bearbeitungsschritte Suchen (SEARCH/INVENTORY) und Analysieren (ANALYSE/INVENTORY) ausgeführt werden. Der normalerweise anschließende Klassifikationsdurchgang (CLASSIFY/INVENTORY) wird hingegen nicht verwendet, da die vorliegenden Daten ein flexibleres Verfahren benötigen. Die Trennung von Sternen und Galaxien wird daher unabhängig von diesem Programmpaket vorgenommen (s. Kapitel 2.2.3). Die zur Suche und Analyse verwandten Parameter werden anhand der beiden Testbilder in einer weiteren ausführlichen Untersuchung optimiert und im Anhang B dargestellt. Diese Parametersätze sind für je einen Farb-Datensatz über alle Teilbilder fest und unterscheiden sich nur leicht zwischen den drei Farben B_J , R_F und I_N .

Ein weiteres Ergebnis dieser Untersuchung ist die Notwendigkeit, die Teilbilder des *Stack* in noch kleineren Abschnitten zu bearbeiten, da einige interne Datenfelder der INVENTORY-Programme bei mehr als 8000 Objekten überlaufen. Die Reduktion der Größe eines Teilbildes von $1024 \cdot 1024$ Punkten auf die Seitenlänge von 512 *Pixeln* ist allerdings ausreichend, um sicher unterhalb dieser Grenze zu bleiben. Somit kann jedes Bild für die Objektsuche vorübergehend in vier gleichgroße Bereiche unterteilt werden.

Um trotz der vielen Teile eines überlagerten Datensatzes eine homogene Ausgabetablelle zu erhalten, die keinerlei Ungenauigkeiten an den inneren Rändern aufweisen darf, wird jedes Subbild an allen vier Seiten um einen 100 *Pixel* breiten Rand ergänzt. Dieser Randbereich wird aus den entsprechenden Nachbarbildern extrahiert oder, sofern es sich um einen Bereich außerhalb des *Stack* handelt, willkürlich auf den Wert null gesetzt. Auf den so entstandenen Bildern von 712 Bildpunkten Seitenlänge werden mittels INVENTORY die enthaltenen Objekte gesucht und analysiert.

Die resultierende Ausgabetablelle wird nun auf diejenigen Objekte eingeschränkt, die in den zentralen 512^2 *Pixeln* liegen. Durch die Überlapp-Region von $2 \cdot 100$ Punkten ist sichergestellt, daß auch für randnahe Objekte auf den ursprünglichen Teilbildern korrekte Parameter ermittelt werden. Die ausgewählten Objekte der vier Ausgabetablellen, die auf einem der ursprünglichen 324 Teilbilder basieren, werden zu einer Tabelle zusammengefaßt, so daß jederzeit auf korrespondierende Bild- und Tabellendaten zugegriffen werden kann.

Dieses Verfahren wird nun für jedes der drei *Stack*-Bilder angewandt, wobei nur die INVENTORY-Parameter variiert werden, um der unterschiedlichen Datenstruktur Rechnung zu tragen. Auf diese Weise entstehen drei Tabellensätze, die jeweils die Daten aller Objekte einer Farbe enthalten. Da es vorteilhaft ist, die vollständigen Charakteristika der Sterne und Galaxien in einem Tabellensatz verfügbar zu haben, werden die separaten Farb-Informationen in einem weiteren Schritt zusammengefaßt.

Zunächst wird – ähnlich wie bei der eigentlichen Objektsuche und für jeden Farb-Datensatz separat – durch die Ergänzung der Einträge einer Teiltabelle mit allen Objekten

der 100 *Pixel*-Umgebung aus Tabellen benachbarter Teilfelder sichergestellt, daß die inneren Ränder korrekt behandelt werden. Die so erweiterten Tabellen werden nun paarweise mittels des Kommandos FIND/PAIR des MIDAS-Kontextes SURFPHOT zusammengefaßt: Zunächst werden eine B_J - und eine R_F -Tabelle zu einer Zwischenergebnis-Datei vereinigt, die dann in einem weiteren Schritt mit der entsprechenden I_N -Tabelle zusammengeschlossen wird. Hierbei ist der wesentliche Parameter das maximal erlaubte Residuum der Koordinaten eines Objektes, das in zwei Eingabetabellen auftritt und zu einem Eintrag in der Ausgabedatei vereinigt werden soll. Der Wert dieses Residuums wird für den vorliegenden photographischen Datensatz empirisch auf 32 μm in beiden Koordinaten festgesetzt.

Die auf diese Weise erzeugte Summen-Tabelle enthält die vollständigen Informationen aller Objekte, die im B_J , R_F oder I_N -Datensatz gefunden wurden, wobei der gesamte Spaltensatz der Eingabetabellen übertragen wird und korrespondierende Einträge in einer Zeile liegen. Um Einträge in den Überlappzonen auszuschließen, erfolgt nun eine Begrenzung der Summen-Tabelle auf diejenigen Objekte, die in dem entsprechenden Teilbild liegen, so daß durch die wiederholte Anwendung des gesamten Vereinigungsverfahrens auf die drei Objekttabellen aller Teilfelder wiederum insgesamt 324 *BRI*-Tabellen entstehen.

2.2.2 Ausschlußregionen

Die Verwendung der *BRI*-Objektliste für die Galaxienhaufen-Durchmusterung setzt die Eingrenzung einer wohldefinierten Galaxienstichprobe voraus. Neben der Stern-Galaxie-Klassifikation, die im folgenden Abschnitt beschrieben wird, ist die Auswahl einer möglichst homogenen Untermenge aller Objekte grundlegend.

Verschiedene Gründe können es notwendig machen, Objekte aus einzelnen Regionen des *Stack* nicht für die weitere Analyse zu verwenden. Hierbei stehen die homogene Verteilung der Objekte und die Sicherstellung einer einheitlichen photometrischen Kalibration im Vordergrund. Ausgeschlossen werden daher Regionen, welche

- in der Nähe des Plattenrandes liegen,
- prominente Galaxien oder
- Streukreise um helle Sterne enthalten,
- durch Beugungskreuze von Sternen,
- Spuren von Satelliten oder Meteoriten bzw.
- durch Plattenfehler kontaminiert sind.

Die ersten drei Einträge in dieser Liste bedingen u. a. wegen der Schwierigkeit bzw. Unmöglichkeit einer genauen Bestimmung des lokalen Hintergrundes eine erhöhte Un-

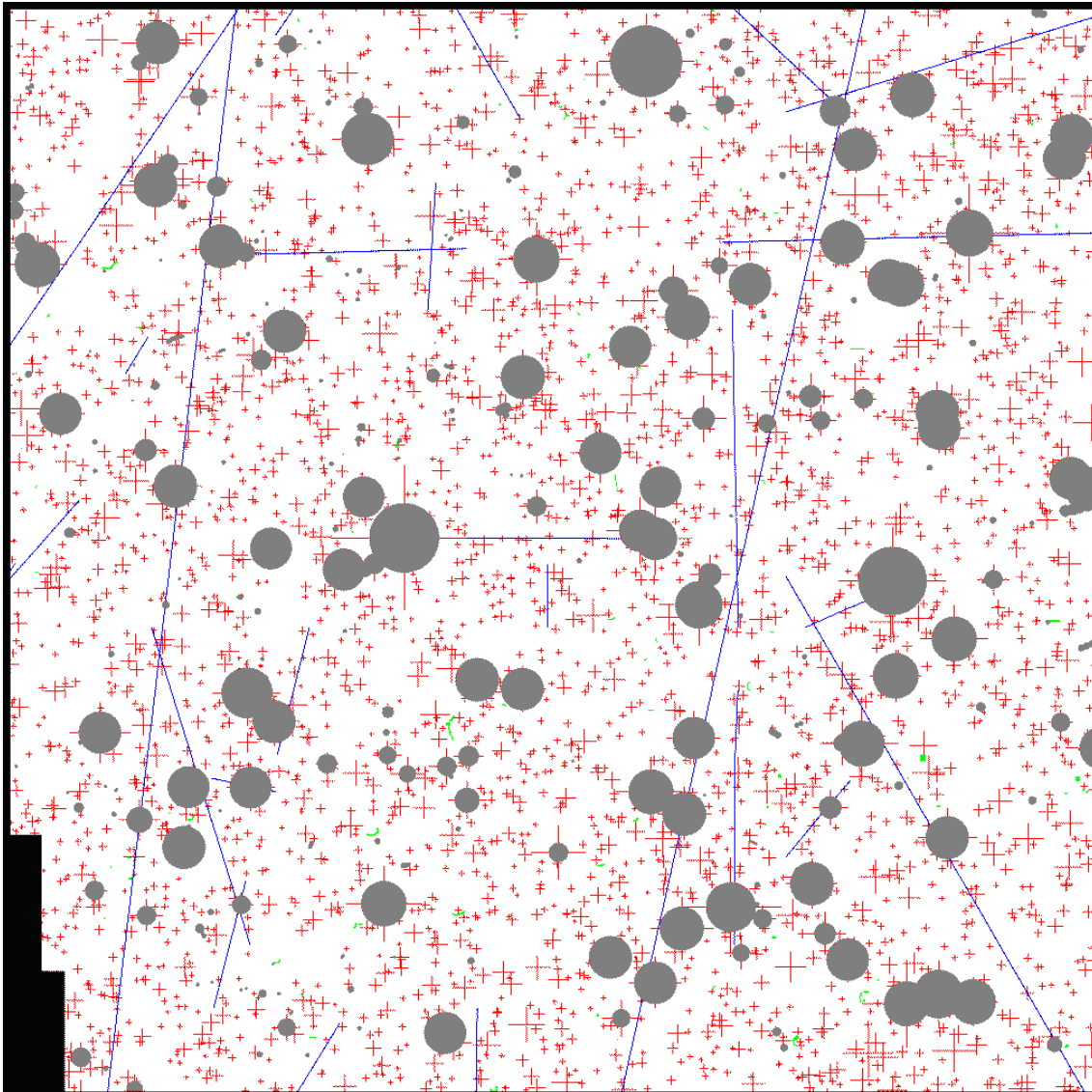


Abb. 2.3: Maske der Ausschlußregionen mit Rand (schwarz), Streukreisen sowie prominenten Galaxien (grau), Beugungskreuzen (rot), Satellitenspuren (blau) und Plattenfehlern (grün).

genauigkeit der Photometrie, während es in den letzten drei Bereichen darüber hinaus auch zu der Detektion nicht vorhandener Objekte kommen kann.

Wegen der komplexen Probleme, die einen Ausschluß einer bestimmten Zone des Datensatzes erforderlich machen können, ist die Anwendung eines automatischen Verfahrens zur Ermittlung dieser Bereiche nur schwer zu realisieren. Es wird daher ein interaktives Verfahren unter Verwendung eines für diesen Zweck entwickelten MIDAS-Skriptes (PRG) angewandt. Hierbei ist der gesamte *Stack* stückweise mit den überlagerten Objektpositionen

der vollständigen INVENTORY-Ausgabetablelle visuell zu begutachten. Die kontaminierten Regionen werden nun nach der Eingabe des Ausschlußgrundes interaktiv markiert, und das PRG berechnet die zu kennzeichnende Fläche. Die Ausgabe erfolgt in Form eines Bildes, welches eine um Faktor drei geringere Auflösung als der photographische Datensatz aufweist. In jedem *Pixel* dieses Maskenbildes ist nun der Status des entsprechenden Bereiches in Form eines Zahlenwertes kodiert (s. Abbildung 2.3).

Aus dem Maskenbild kann die Größe einzelner Regionen unmittelbar abgeleitet werden. Von der Gesamtfläche des *Stack* (ca. $27,7 \square^\circ$) werden etwa 18,2 % aus den oben dargelegten Gründen ausgeschlossen, so daß rund $22,7 \square^\circ$ nutzbarer Fläche verbleiben. In Abbildung 2.3 ist zu erkennen, daß die größten Anteile ausgeschlossener Regionen auf Streukreise bzw. Beugungskreuze um helle Sterne und auf prominente Galaxien sowie den Rand entfallen. Satellitenspuren und Plattenfehler bilden hingegen zusammen nur 0,56 % der Fläche des photographischen Datensatzes.

Ausgehend von dieser Maske wird die Information über die Region, in der jedes Objekt liegt, in die *BRI*-Tabellen übertragen. Zu diesem Zweck werden die Positionen aus den Teiltabellen extrahiert, die korrespondierenden *Pixel*-Werte des Maskenbildes gelesen und in eine neue Spalte der entsprechenden Objektliste eingetragen. Somit enthalten die Objekt-tabellen dieselbe Information wie die Maske, was die Berücksichtigung der Ausschlußregionen bei den folgenden Untersuchungen deutlich erleichtert.

2.2.3 Stern-Galaxie-Separation

Eine weitere, elementare Voraussetzung für die Suche nach Galaxienhaufen ist die verlässliche Klassifikation der Objekte. Die notwendige Separation von Sternen und Galaxien erfolgt über diejenigen charakteristischen Eigenschaften, die bei der Objektsuche von INVENTORY ermittelt und bereitgestellt wurden.

Bei Verwendung eines linearen Detektors liegen in einer Darstellung der Objektausdehnung gegen die Zentralhelligkeit alle Sterne auf einer horizontalen Geraden, während Galaxien von dieser zu größeren Ausdehnungen hin abweichen. Auch bei dem nichtlinearen photographischen Datensatz läßt sich eine deutliche Konzentration der Sterne entlang einer Kurve erkennen. Die Abweichungen dieser Kurve von der horizontalen Geraden zu größeren Ausdehnungen bei hellen Sternen ist in der Sättigung der Photographischen Emulsion begründet. Der Verlauf dieser Kurve bei Sternen geringer Helligkeit ist hingegen wegen zunehmender Bedeutung der Meßfehler unklar. Untersuchungen zeigen, daß die Darstellung des quadrierten PETROSIAN-Radius gegen die mittlere Helligkeit der neun zentralen *Pixel* eines Objektes die geeignetste Kombination der INVENTORY-Ausgabeparameter ist, um die Trennung von Sternen und Galaxien vornehmen zu können.

Die Festlegung der Separationskurve erfolgt über die Daten dreier exemplarisch ausgewählter Teilfelder des *Stack*, von denen CCD-Vergleichsaufnahmen für die photometrische Kalibration aufgenommen wurden. Diese zusätzlichen Aufnahmen erleichtern wegen der Linearität elektronischer Detektoren die Überprüfung der Objekt-Klassifikation, die unmittelbar anhand von zwei Objektparametern des Programms EVALUATE (vgl. Abschnitt 2.3.2) vorgenommen werden kann: Zur Abgrenzung der Sterne wird für jede tiefe CCD-Aufnahme anhand einer halblogarithmischen Darstellung der charakteristischen Fläche gegen die Zentralhelligkeit aller Objekte eine aus einer Geraden mit Steigung 0 bestehende individuelle Klassifikationsgrenze verwandt. Die Wahl dieser Grenze ist hierbei unmittelbar durch die hellen Objekte festgelegt.

Ausgehend von der auf den CCD-Vergleichsaufnahmen beruhenden Klassifikation und den vereinigten Objekt-Tabellen der drei Vergleichsfelder wird nun für jede Farbe (B_J , R_F und I_N) eine empirische Kurve festgelegt, die zur Separation von Sternen und Galaxien dient. Während die Wahl dieser Grenze für helle Objekte leichtfällt, muß sie bei geringer Zentralhelligkeit willkürlich festgelegt werden. Da die Objektliste am schwachen Ende von Galaxien dominiert wird (vgl. Kapitel 3.1), sind die hier zu erwartenden Fehler von geringer Bedeutung, wenn diese Objekte überwiegend als Galaxien klassifiziert werden. Daher wird bei der Bestimmung der drei Trennkurven das Gewicht jeweils darauf gelegt, möglichst wenig tatsächliche Galaxien als Sterne zu klassifizieren. Dies hat zwar zunächst zur Folge, daß in einer einzelnen Farbe einige Sterne fehlerhaft als Galaxien betrachtet werden, jedoch wird bei allen weiteren Auswertungen immer der vollständige Datensatz mit den drei unabhängigen Farbinformationen zur Unterscheidung von Sternen und Galaxien herangezogen: Nur Objekte, die in allen drei Farben nicht unterhalb der Separationskurve liegen, werden als Galaxien klassifiziert, alle anderen Objekte als Sterne. In der Abbildung 2.4 werden die individuellen Kurven zur Stern-Galaxie-Separation zusammen mit den nach dem vollständigen Kriterium klassifizierten Objekten dargestellt.

Obwohl diese Klassifikation der Objekte in den drei ausgewählten Teilfeldern, die in der Nähe des Plattenzentrums, eines Randes bzw. einer Ecke liegen, keine Abhängigkeit von der Position auf der Photoplatte erkennen läßt, zeigen Untersuchungen der relativen Häufigkeit von Sternen und Galaxien eine deutliche Variation über das Feld. Die Ursache für diese Veränderung der charakteristischen Ausdehnung der Objekte muß entweder in der Abbildungseigenschaft des SCHMIDT-Teleskops oder in dem Überlagerungsprozeß der Photoplaten bzw. in einer Kombination dieser Gründe liegen.

Dieses Problem wird bei der Übertragung der Klassifikation auf die 324 Objekt-Tabellen dadurch behoben, daß die Separationskurve entlang der Ausdehnungsachse verschoben wird. Die Lage dieser Kurve wird individuell für jede Teiltabelle durch eine Statistikberechnung über den nahezu linearen Abschnitt vorläufig klassifizierter Sterne ermittelt.

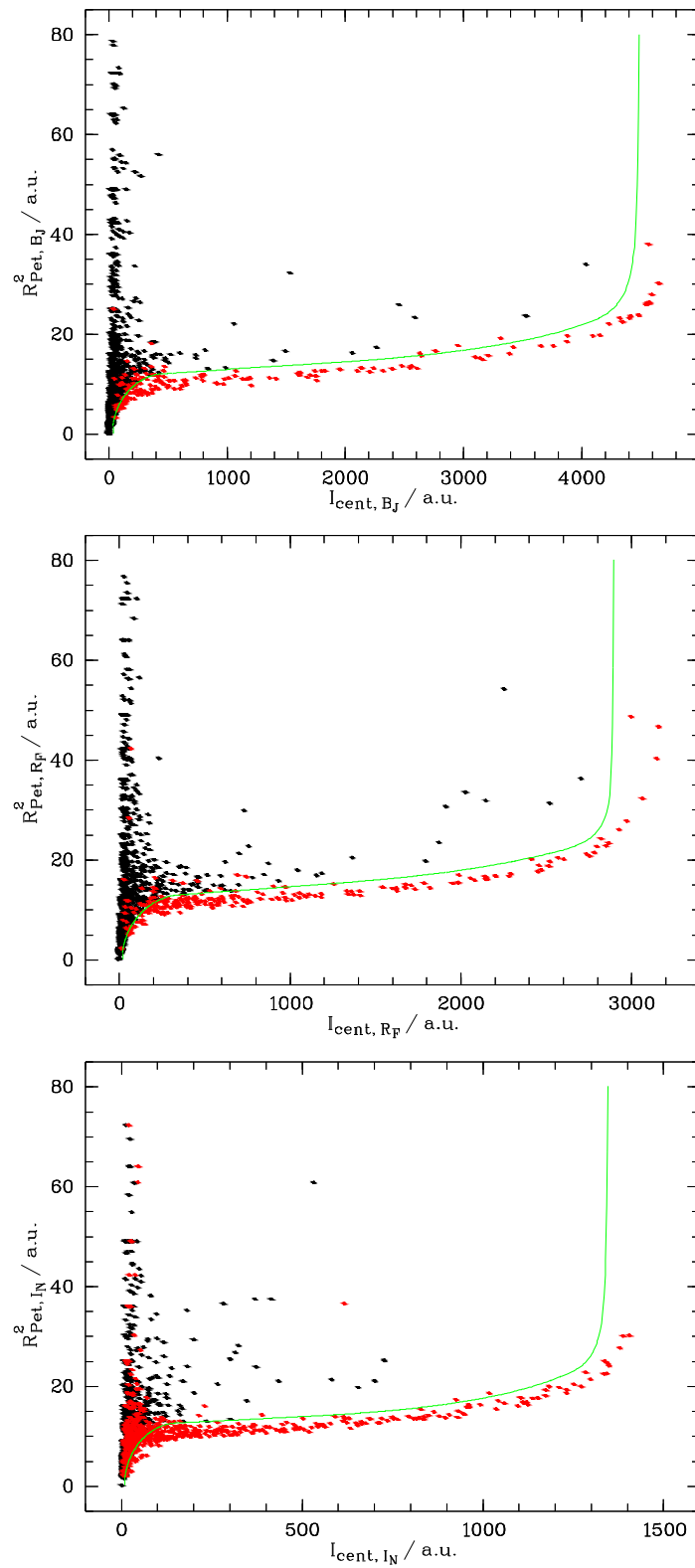


Abb. 2.4: Klassifikation der Galaxien (schwarz) und Sterne (rot) mit den empirischen Separationskurven.

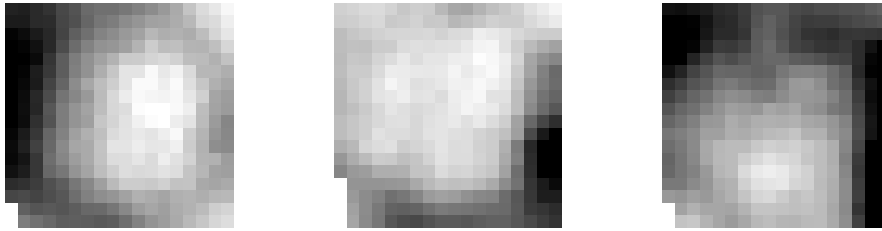


Abb. 2.5: Variation der Trennkurven über das Feld des *Stack* für die Bänder B_J (links), R_F (Mitte) und I_N (rechts), der dynamische Bereich beträgt jeweils $\Delta R_{Pet}^2 = 1$.

Hierbei wird diese Tabelle vorübergehend um die Einträge der acht Objektlisten benachbarter Teilfelder erweitert, um auch bei solchen Feldern, die große Ausschlußregionen enthalten, eine ausreichende Anzahl von Objekten zur Verfügung zu haben. Wie man in Abbildung 2.5 erkennt, variiert die Lage der Grenze über das Feld nur leicht, dennoch führt erst diese Korrektur zu einer homogenen Klassifikation der Objekte.

2.3 Photometrie

Über die Katalogisierung einer homogenen Objektstichprobe und deren Klassifikation hinausgehend, ist bei Photoplatten eine von diesem Datensatz unabhängige photometrische Kalibration notwendig, da zwischen der absorbierten Energie und der Schwärzung der Emulsion ein nichtlinearer und von Platte zu Platte leicht variierender Zusammenhang besteht. Im Gegensatz zu den heute gebräuchlichen elektronischen Detektoren, die ein über viele Größenordnungen lineares Verhalten zeigen, weisen Photoplatten nur einen nahezu linearen Verlauf auf, der darüber hinaus auf rund zwei Größenordnungen beschränkt ist. Dieser Bereich wird am hellen Ende durch Sättigungseffekte der Photographischen Emulsion und zudem bei geringer Beleuchtung durch einen Schwellbereich begrenzt.

Bei der photometrischen Kalibration ist auf mögliche Ausleuchtungseffekte der Platten zu achten, die durch die besondere Bauart von SCHMIDT-Teleskopen bedingt sind. Die unterschiedliche Ausleuchtung führt zu einer Mitte-Rand-Variation der Schwärzung, so daß eine globale Kalibration der Daten erschwert wird. Neben der eigentlichen Erstellung der Photometrie ist darüber hinaus auch eine Analyse der Fehler interessant, da diese erst die Beurteilung der Qualität der Kalibration erlaubt.

2.3.1 CCD–Vergleichsaufnahmen

Da der vorliegende Datensatz aus einer digitalen Überlagerung vieler gescannter Photoplatten besteht und da die als Schwärzungskurve bezeichnete Transferfunktion zwischen der Meßgröße auf der Platte und der eigentlich interessierenden Beleuchtungsstärke für jede einzelne Photoemulsion individuell festgelegt ist, muß die photometrische Kalibration über Vergleichsaufnahmen erfolgen.

Um eine mögliche Variation der Plattenempfindlichkeit oder der Ausleuchtung von der Mitte zum Rand bei der Kalibration berücksichtigen zu können, ist eine Auswahl der Vergleichsfelder notwendig, die verschiedene Bereiche des *Stack* abdeckt. Außerdem sollten diese Photometriefelder keine hellen Sterne oder prominenten Galaxien enthalten, da erstere im Sättigungsbereich der Schwärzungskurve liegen und letztere wegen ihrer großen Ausdehnung schwierig zu photometrieren sind. Nach diesen Kriterien werden drei Bereiche des *Stack* ausgewählt, die in der Nähe des Plattenzentrums, des West-Randes bzw. der Nordwest-Ecke liegen (vgl. Abbildung 2.10).

Darüber hinaus erfordert eine möglichst genaue photometrische Kalibration die Verwendung von spektro-photometrischen Standardsternen. Die Auswahl dieser Sterne richtet sich nach der Notwendigkeit, über den gesamten Beobachtungszeitraum Standards zur Verfügung zu haben, die bei verschiedenen Luftmassen liegen und über den gesamten Himmel verteilt sind. Eine zusammengefaßte Liste der spektro-photometrischen Standardsterne, welche auf mehreren Veröffentlichungen basiert, ist bei der ESO [87] frei zugänglich.

Die Filterkombination bei diesen Beobachtungen ist durch die möglichst genau zu reproduzierende spektrale Empfindlichkeit der Emulsionen des photographischen Datensatzes und durch die verfügbaren Filter der ESO weitestgehend festgelegt. Lediglich im blauen Spektralbereich besteht eine Wahlmöglichkeit zwischen einem BESSEL *B*-Filter und einem BG 39-Glasfilter von Schott, der im folgenden wegen seiner spektralen Eigenschaften auch mit *BV* bezeichnet wird. Wegen der geringen Quanteneffizienz des verwendeten Detektors im blauen und des im Vergleich zum BESSEL *B*-Filter breiteren Transmissionsbereiches ist die Verwendung dieses BG 39 für die Kalibrationsaufnahmen im *B*-Band vorteilhaft.

Sämtliche Beobachtungen der Photometriefelder wurden im Juli und November 1995 sowie im Juli 1996 am ESO/MPIA 2,2 m-Teleskop auf La Silla, Chile, durchgeführt (vgl. Anhang A). Die Tabelle 2.2 stellt die für die spektrale Empfindlichkeit der Photometriebänder relevanten Konfigurationsdetails des verwendeten Instruments EFOSC 2 (ESO *Faint Object Spectrograph and Camera*) dar.

Tab. 2.2: Konfiguration des Instrumentes EFOSC 2 während der Photometrikampagnen.

	Filter	CCD
<i>BV</i>	Schott BG 39; 2 mm	ESO # 19
<i>R</i>	ESO # 585 (BESSEL <i>R</i>)	
<i>I</i>	ESO # 618 (GUNN <i>i</i>)	

Die Standardreduktion der CCD-Daten, welche *Bias*-Subtraktion, *Flatfield*- und ggf. *Fringe*-Korrektur umfaßt, wird mit Programmen aus dem am Max-Planck-Institut für Astronomie (MPIA) entwickelten Photometrie-Paket MPIAPHOT [57] durchgeführt. Diese Programme implementieren Verfahren, welche in [56, 72] beschrieben werden. Über die grundlegende Reduktion hinaus wird die Orientierung der Bilder der üblichen astronomischen Konvention angepaßt, so daß Norden oben und Osten links ist. Außerdem erfolgt eine Skalierung des Wertebereiches der Bildpunkte von der willkürlichen Einheit des Detektors auf die physikalisch motivierte Einheit nachgewiesener Photonen.

Auf die Korrektur der Signale kosmischer Höhenstrahlung (*Cosmics*) wird hingegen bewußt verzichtet, da es bei diesem speziellen CCD-Datensatz nicht möglich ist, die *Cosmics* zu entfernen, ohne ebenfalls die Bilder vieler Sterne zu beschädigen. Ursache hierfür sind differierende Beobachtungsbedingungen während der drei Photometrie-Kampagnen, die sich insbesondere in stark variablem *Seeing* äußern. Obwohl wegen der unterlassenen *Cosmic*-Korrektur bei einzelnen Objekten ein zu großes Signal zu erwarten ist, kann dieser Fehler bei der Kalibration vieler Objekte vernachlässigt werden, wie bei der Fehlerbetrachtung im folgenden Abschnitt deutlich werden wird.

Die reduzierten Einzelaufnahmen der Standardsterne fließen individuell, die der Vergleichsfelder sowohl individuell als auch in Summenbildern zusammengefaßt in die weitere Auswertung ein. Es liegen somit für drei Bereiche des *Stack* tiefe Vergleichsaufnahmen jeweils in *BV*, *R* und *I* vor, die über die Daten der Standardsterne kalibriert werden können.

2.3.2 Signalextraktion

Neben der Reduktion der Bilddaten ist die Ermittlung des von einzelnen Quellen nachgewiesenen Signals auf den Bildern elementar. Auch zu diesem Zweck wird ein MPIAPHOT-Programm (EVALUATE) verwendet, das für tabellierte Objektpositionen die

jeweils auf einem Bild detektierten Photonen berechnet. Je nach verwendetem Parametersatz sind verschiedene Berechnungsmodi ausführbar, die es u. a. gestatten

- Summationen ungewichtet bzw. gewichtet auszuführen,
- zweidimensionale GAUSS-Gewichtsfunktionen mit kreisförmiger oder elliptischer Basis an das Intensitätsprofil jedes Objekts anzupassen und
- Intensitäten in festen bzw. individuell angepaßten Kreisblenden zu berechnen.

Der lokale Hintergrund wird über den zentralen Bereich eines Histogramms der *Pixel*-Werte im Umfeld der Blende ermittelt, so daß weder benachbarte Objekte noch Bildfehler dieses Ergebnis verfälschen. Außerdem werden die Objektpositionen im Standardfall vorab optimiert, um die jeweiligen Analysen bestmöglich auszuführen.

Da das Programm EVALUATE auf verschiedene Bilddatensätze angewandt wird, sind die Parameter den entsprechenden Anforderungen anzupassen. Neben den für individuelle Bilder verschiedenen Sättigungsschwellen werden vor allem diejenigen Parameter geändert, die das Ermittlungsverfahren nachgewiesener Photonen beeinflussen. Es sind folgende Fälle zu unterscheiden:

- **Standardsterne**
Die Standardsterne bilden die Grundlage der gesamten Photometrie. Es ist daher notwendig, den gesamten Fluß dieser Sterne zu ermitteln, um diese Kalibration an grundlegende Photometriearbeiten anschließen zu können. Das Signal wird hier in einer großen Blende ohne Anwendung einer Gewichtsfunktion ermittelt.
- **CCD-Vergleichsfelder**
Da diese Felder Objekte mit einem weiten Bereich an Helligkeiten enthalten, ist hier die Optimierung der Signal-Rausch-Verhältnisse wesentlich. Es wird eine gewichtete Summation mit individuell angepaßter Kreisblende und Gewichtsfunktion verwandt.
- **Photographischer Datensatz**
Der *Stack* weist deutliche Strukturen im Hintergrund auf, die i. allg. sowohl die Optimierung der Objektposition als auch die individuelle Anpassung von Gewichtsfunktionen unmöglich macht. Die unter diesen Bedingungen beste Extraktion des Signals ist durch Summation in einer festen Apertur ohne individuelles GAUSS-Gewicht zu erreichen: Die Streuung der Meßwerte in der Kalibrationsdarstellung wird über den gesamten Helligkeitsbereich minimal.

Die vollständigen Parametersätze für diese drei Fälle werden im Anhang C dargestellt und die jeweils relevanten Werte erläutert.

Wegen des notwendigen Vergleiches der Signale von Standardsternen und Objekten auf Vergleichsfeldern bei der photometrischen Kalibration muß sichergestellt werden, daß die zugrundeliegenden Messungen trotz differierender Parameter kompatibel sind. Aus diesem Grund werden mehrere Standardsternaufnahmen mit beiden Parametersätzen untersucht, so daß es möglich ist, eine ggf. erforderliche Korrektur abzuleiten. Der Vergleich der von EVALUATE mit den differierenden Parametern gemessenen Intensitäten zeigt, daß die Verwendung des gewichteten Summationsverfahrens für die CCD-Vergleichsfelder zu einem um $8,3 \% \pm 4,5 \%$ kleineren Signal führt als die ungewichtete Summation in einer großen Apertur. Das auf den Vergleichsfeldern gemessene Signal ist somit durch Anwendung des Faktors 1,091 zu korrigieren, um die Kompatibilität der Signale herzustellen.

Bei den mittels EVALUATE auf dem *Stack* ermittelten Intensitäten muß darüber hinaus eine wesentliche Eigenschaft von SCHMIDT-Teleskopen nachträglich berücksichtigt werden: Die Ausleuchtung der Photoplatten ist eine Funktion des Winkelabstandes α einfallender Strahlen von der optischen Achse des Teleskops. Dieser als Vignettierung bezeichnete Effekt hat seine Ursache in der limitierten Größe des Hauptspiegels sowie in der Form und Anordnung des Plattenhalterkreuzes. Die Vignettierungsfunktion des UKST (s. Abbildung 2.6) ist bekannt [74] und kann somit direkt für die Korrektur der Intensitäten verwandt werden. Der Winkelabstand von der optischen Achse des Teleskops wird hierbei über die *Pixel*-Skala des *Stack* und den Abstand vom Plattenzentrum bestimmt.

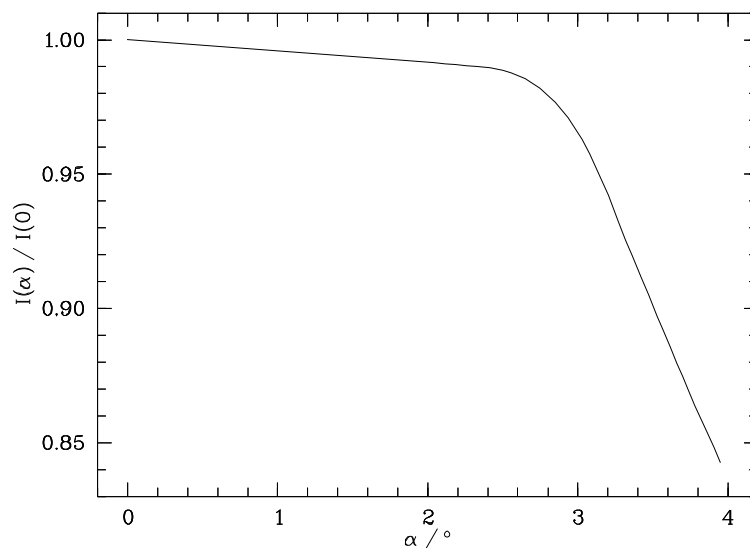


Abb. 2.6: Die Vignettierungsfunktion des UKST.

2.3.3 Photometrische Kalibration

Die eigentliche photometrische Kalibration der Vergleichsfelder des *Stack* erfolgt über ein als Synthetische Photometrie [55, 58, 72] bezeichnetes Verfahren ebenfalls unter der Verwendung von MPIAPHOT-Programmen. Wesentlich ist hierbei der Vergleich der theoretisch erwarteten Flüsse mehrerer Standardsterne mit den jeweils gemessenen Werten: Unter Berücksichtigung der bekannten Transmissionen von Atmosphäre, Teleskop, Instrument und Filter sowie der Quanteneffizienz des Detektors können zunächst, mittels der ebenfalls bekannten spektralen Energieverteilungen der spektro-photometrischen Standardsterne, die jeweils erwarteten Flüsse in den verwendeten Filtern berechnet werden. Ein Vergleich der erwarteten Werte mit den gemessenen Flüssen der entsprechenden Sterne erlaubt einerseits die Beurteilung der photometrischen Qualität einer Nacht und ermöglicht andererseits auch die Bestimmung eines Korrekturfaktors, der i. allg. noch von der Luftmasse abhängt.

Die für die Standardsterne ermittelten Korrekturen der gemessenen Flüsse in den Bändern *BV*, *R* und *I* gelten für den gesamten Zeitraum, welcher durch die zugrundeliegenden Beobachtungen abgedeckt ist. Daher können diese Faktoren direkt auf Aufnahmen der Vergleichsfelder übertragen werden, die in dem selben Zeitraum beobachtet wurden. Da das Spektrum der Objekte auf den Vergleichsaufnahmen a priori unbekannt ist, muß dieser Eigenschaft in einem iterativen Prozeß während der photometrischen Kalibration Rechnung getragen werden, was zu einer kleinen Korrektur führt. Hierbei dienen die in einem Durchgang ermittelten Flüsse als Stützstellen für eine Interpolation, welche in einem weiteren Kalibrationsdurchgang zu einem verbesserten Resultat führt. Das Ergebnis dieses Kalibrationsprozesses sind Flüsse F_{ν} in der ursprünglich aus der Radioastronomie stammenden Einheit Jansky (Jy). Es gilt:

$$1 \text{ Jy} = 10^{-26} \frac{\text{W}}{\text{m}^2 \cdot \text{Hz}} \quad (2.1)$$

Wegen der Linearität der CCD-Detektoren ist die Flußkalibration der Objekte auch auf den Summenaufnahmen möglich, welche über einen längeren Zeitraum gewonnen wurden. In diesem Fall brauchen lediglich relative Messungen zwischen den kalibrierten Einzelaufnahmen und den überlagerten Aufnahmen ausgeführt zu werden, um die Kalibration zu übertragen. Es werden nur diejenigen Objekte herangezogen, deren Flüsse auf mehreren kalibrierten Einzelbildern einen kleinen relativen Fehler aufweisen, um einen mittleren Konversionsfaktor zwischen der EVALUATE-Intensität und dem korrespondierenden Fluß zu berechnen.

Die Übertragung der photometrischen Kalibration auf den *Stack* ist wegen der Nicht-linearität der Schwärzungskurve aufwendiger als bei elektronischen Detektoren. Hier muß eine empirische Ausgleichskurve zwischen den Meßwerten der kalibrierten Vergleichsfelder und der korrespondierenden Bereiche des *Stack* hergestellt werden. Für die Anpassung dieser Kurve werden jeweils die Daten der drei Vergleichsfelder zusammengefaßt und sowohl Sterne als auch Galaxien herangezogen. Es werden jedoch alle Objekte ausgeschlossen, die mit weniger als 2σ (CCD-Aufnahmen) bzw. 3σ (photographische Daten) nachgewiesen sind, die auf Bilddefekten liegen oder aus zwei auf dem *Stack* nicht aufgelösten Komponenten bestehen.

Die Verteilung der Datenpunkte in der logarithmischen Darstellung der *Stack*-Intensität gegen den CCD-Fluß macht die Verwendung einer aus zwei Segmenten zusammengesetzten Kurve erforderlich. Hierbei bestehen beide Kurventeile aus Polynomen, die stetig-differenzierbar aneinandergrenzen. Die Abbildung 2.7 zeigt die Kalibrationsdarstellungen für B_J , R_F und I_N inklusive der angepaßten Ausgleichskurven und deren 3σ -Fehlerbereiche (vgl. Kapitel 2.3.4).

Die Koeffizienten der Kalibrationskurven werden dazu verwandt, die Flußkalibration auf die vollständige *BRI*-Objektliste zu übertragen. Die mittels EVALUATE auf dem *Stack* gemessenen Intensitäten können so direkt in die entsprechenden Flüsse transformiert werden, wobei keine Extrapolation über den Definitionsbereich der Ausgleichskurve hinaus erfolgt. Objekte, welche außerhalb dieses Bereiches liegen, werden durch einen logischen Null-Wert kenntlich gemacht.

Die Helligkeiten der Objekte werden über die Flußkalibration hinaus auch in die astronomische Größe Magnitudines übertragen, wobei die Beziehung

$$m = -2,5 \cdot \lg(F_v / F_{v,0}) \quad (2.2)$$

mit der Nullpunktanpassung $F_{v,0} = F_v(m = 0,0^m)$ angewandt wird. Ausgewählte Werte von $F_{v,0}$ sind für verschiedene Standard-Filter in [39] zu finden und werden mittels linearer Interpolation der effektiven Wellenlänge der photographischen Bänder angepaßt.

Bei der photometrischen Kalibration ist zu berücksichtigen, daß der *Stack* mit CCD-Aufnahmen verglichen wird. Wegen der differierenden spektralen Empfindlichkeiten der Photographischen Emulsionen und der entsprechenden CCD-Daten (s. Abbildung 2.8) muß mit Abweichungen der so kalibrierten Helligkeiten gerechnet werden. Die zu erwartenden Kalibrationsunterschiede hängen bei Sternen vom Spektraltyp und bei Galaxien von Typ und Rotverschiebung ab. Eine individuelle Korrektur kann daher nur vorgenommen werden, wenn eine genaue Klassifikation der Objekte vorliegt. Wegen der beschränkten Genauigkeit der Photometrie und der geringen Anzahl unabhängiger Meßwerte ist es jedoch nicht möglich, die hierzu notwendigen Klassifikationsparameter aus den Photometriedaten abzuleiten.

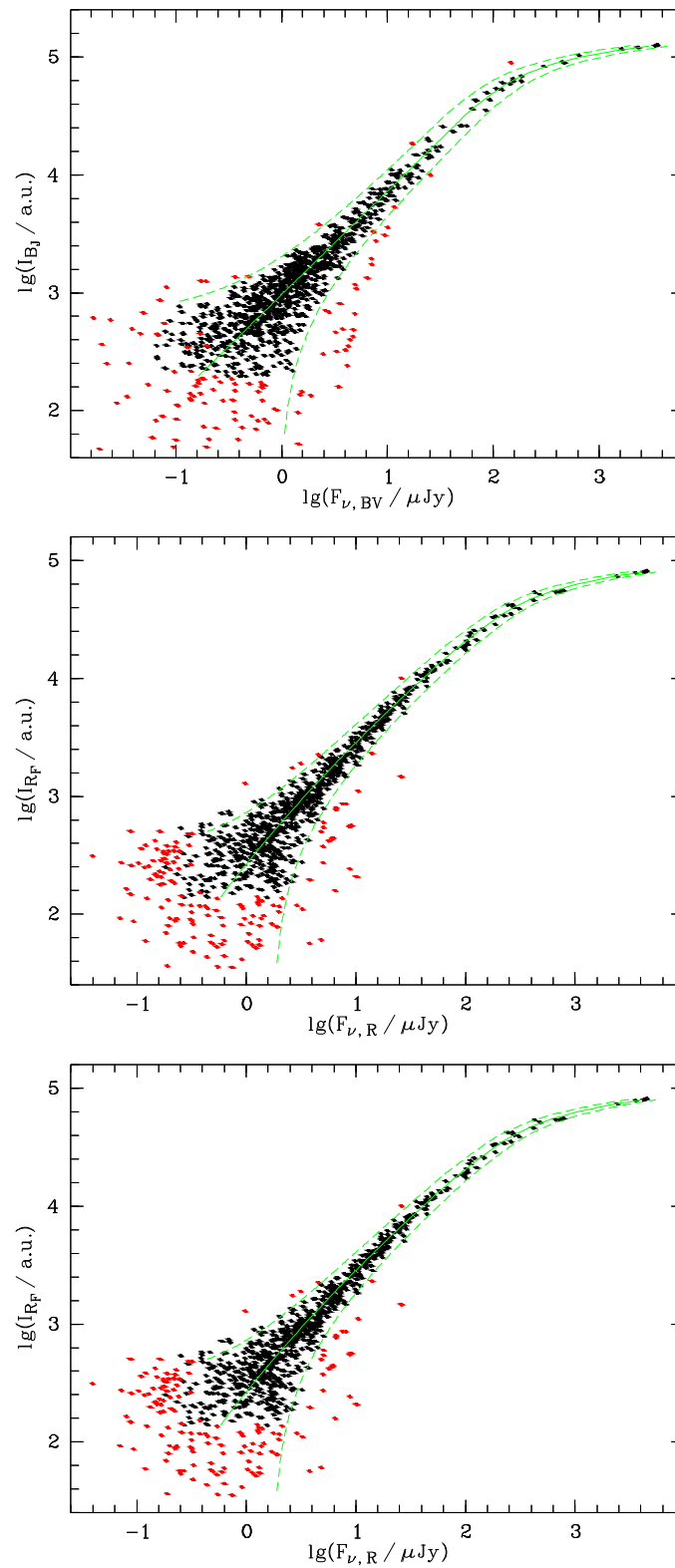


Abb. 2.7: Die photometrischen Kalibrationen mit Ausgleichskurven und 3σ -Fehlerbereichen. Ausgeschlossene Meßwerte sind rot dargestellt.

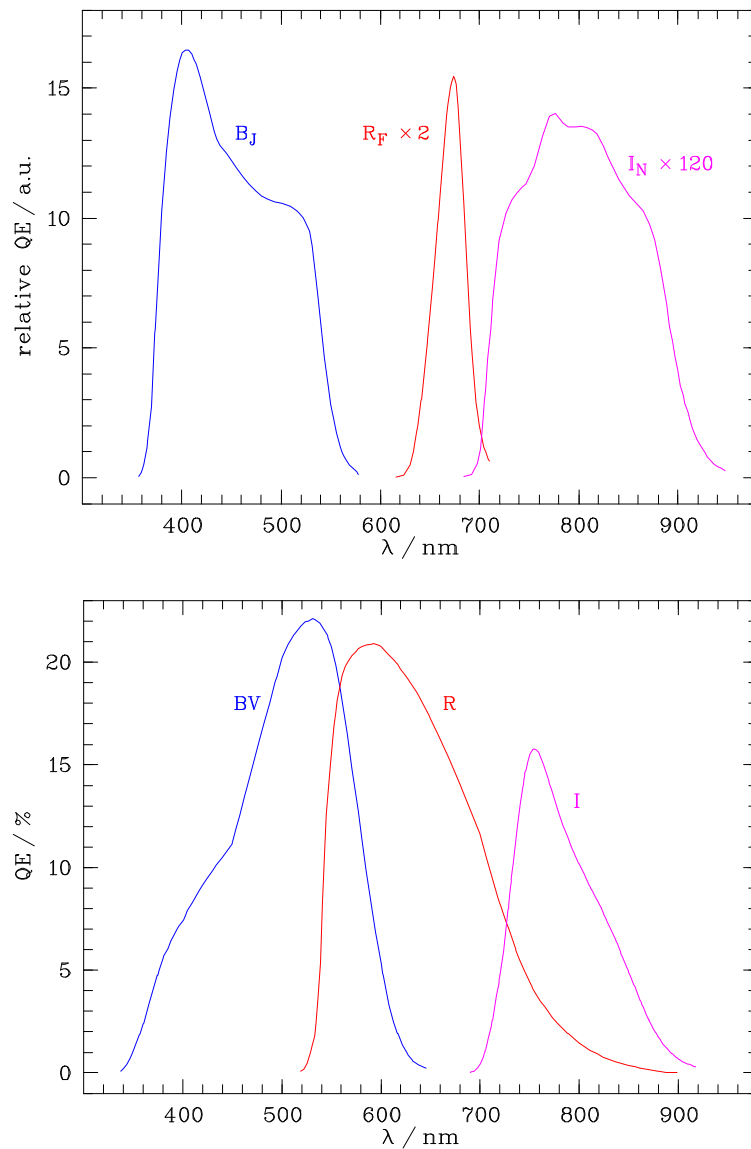


Abb. 2.8: Vergleich der spektralen Empfindlichkeiten der photographischen (oben) und CCD-Bänder (unten).

Die Größe der auf den Abweichungen der photometrischen Systeme beruhenden Unterschiede der Kalibration kann jedoch anhand von simulierten Daten statistisch abgeschätzt werden. Zu diesem Zweck werden die erwarteten Flüsse mittels der bekannten Quanteneffizienzen des CCD- sowie des *Stack*-Systems ermittelt [88]. Als Grundlage dienen hier beobachtete photometrische Spektren von Sternen [31] bzw. Galaxien [46], wobei die Flüsse der Galaxien im Rotverschiebungsintervall $0,00 \leq z \leq 1,00$ mit einer Auflösung von $\Delta z = 0,02$ berechnet werden. Für weitere Untersuchungen folgt eine Einschränkung der

simulierten Daten auf 71 Hauptreihensterne bzw. auf 204 Galaxien der Typen E, S0, Sa und Sb.

Wertet man nun logarithmische Flußverhältnisse zwischen den korrespondierenden photographischen und CCD-Bändern für Sterne bzw. Galaxien statistisch aus, so erhält man nach Multiplikation mit dem Faktor $-2,5$ die mittleren Farbterme für die beiden statistischen Ensembles. Die so ermittelten statistischen Korrekturen $\Delta m_{star, phot}$ bzw. $\Delta m_{gal, phot}$ die additiv auf die *BRI*-Objektliste angewandt werden, sind in Tabelle 2.3 zusammengestellt. Man erkennt unmittelbar die Notwendigkeit, die Helligkeiten von Sternen und Galaxien getrennt zu korrigieren.

Wegen der breiten Übertragungsfunktion des *BV*-Filters, die etwa die Transmissionen eines *B*- und *V*-Bandpasses vereinigt, ist es einsichtig, daß die Korrekturen im blauen Spektralbereich am größten ausfallen. In dieser deutlichen Differenz der spektralen Eigenschaften eines *B_J*- und eines *BV*-Filters liegt auch der auffällige Unterschied der Korrekturen zwischen Sternen und Galaxien begründet. Im Gegensatz zu diesem Spektralbereich fallen die Abweichungen sowohl im roten als auch im nahinfraroten Bereich moderat aus.

Tab. 2.3: Übersicht über die Helligkeitskorrekturen.

	$\Delta m_{star, phot} / ^m$	$\Delta m_{gal, phot} / ^m$	$\langle \Delta m_A \rangle / ^m$
<i>B_J</i>	+0,203	+0,603	-0,125
<i>R_F</i>	-0,100	-0,202	-0,077
<i>I_N</i>	-0,044	-0,085	-0,058

Neben den Korrekturen der Unterschiede in den photometrischen Systemen wird auch die interstellare Absorption ausgeglichen. Zu diesem Zweck werden Rötungsdaten mit einer Auflösung von etwa $2,37'$ herangezogen, um die differentielle Extinktion E_{B-V} für jedes Objekt individuell zu ermitteln und daraus die Absorption für die drei photometrischen Bänder abzuleiten [76]. Die mittleren Absorptionskorrekturen $\langle \Delta m_A \rangle$, die bis auf das Vorzeichen der mittleren Absorption $\langle A \rangle$ entsprechen, werden für die Bänder *B_J*, *R_F* und *I_N* ebenfalls in Tabelle 2.3 dargestellt. Wegen eines Gradienten zum Galaktischen Zentrum können die tatsächlichen Absorptionen allerdings je nach Objektposition von diesem angegebenen Mittelwert um einen Faktor zwei nach oben oder unten abweichen.

2.3.4 Fehleranalyse

Verschiedene Fehlerquellen haben Einfluß auf die Güte der photometrischen Kalibration des *Stack*. Für die absolute Flußkalibration sind insbesondere die systematischen Fehler der Photometrie der drei Vergleichsfelder wesentlich, da sich diese auf alle Objekte gleichartig auswirken. Darüber hinaus ist die statistische Unsicherheit der auf dem photographischen Datensatz ermittelten Flüsse von Bedeutung, die sich unmittelbar in der Streuung der Meßwerte um die Kalibrationskurve äußert.

Der Fehler der Kalibration der Vergleichsfelder beruht sowohl auf den zugrundeliegenden Messungen nachgewiesener Photonen auf den CCD-Bildern von Standardsternen und Vergleichsfeldern als auch auf dem Mittelungsprozeß der Konversionsfaktoren zwischen Fluß und EVALUATE-Intensität. Diese Fehler werden für jedes Vergleichsfeld und die drei photometrischen Bänder entsprechend der Fehlerfortpflanzung zusammengefaßt. Da die Vergleichsfelder zu der Kalibration eines photographischen Datensatzes mit gleichem Gewicht beitragen, wird dieser Fehler $\sigma_{F_v, CCD}$ für jedes photometrische Band über die drei Felder gemittelt. Diese Größe ist ein Maß für die Unsicherheit der Absolut-Kalibration des *Stack* und wird in Tabelle 2.4 zusammen mit weiteren für die Güte der Photometrie relevanten Fehlern dargestellt.

Tab. 2.4: Zusammenfassung der wesentlichen Fehler der photometrischen Kalibration des *Stack*.

	$\sigma_{F_v, CCD} / F_v$	$\sigma_{bg, Stack} / ADU$	$\sigma_{\lg(F_v/\mu Jy), phot}$
B_J	2,6 %	215	$59 \cdot 10^{-3}$
R_F	6,9 %	120	$41 \cdot 10^{-3}$
I_N	7,4 %	35	$20 \cdot 10^{-3}$

Über die Unsicherheit der Kalibration der CCD-Vergleichsfelder hinaus ist die Streuung der Meßwerte in der Kalibrationsdarstellung von besonderer Bedeutung. Eine Ursache dieses Kalibrationsfehlers ist die Granulation des Hintergrundes der photographischen Daten. Diese Struktur ist eine Eigenschaft photographischer Emulsionen, welche keine kontinuierliche Empfindlichkeit aufweisen, sondern aus diskreten Silberhalogenid-Körnchen bestehen. Diese Körnigkeit des Hintergrundes mittelt sich bei der Überlagerung vieler Photoplatten nicht aus den Daten heraus und hat auf dem *Stack* eine typische Ausdehnung von wenigen *Pixeln*. Da diese Größe mit der Ausdehnung ferner Galaxien vergleichbar ist, kann der lokale Hintergrund für diese Objekte nur näherungsweise aus dem Histogramm der *Pixel*-Werte im Umfeld der Blende ermittelt werden. Der tatsächliche Hintergrund kann

von dem mittleren Wert nach oben oder unten abweichen, falls das Objekt auf einem Granulationsmaximum oder -minimum liegt.

Um die Größe dieses Fehlers einzugrenzen, werden Messungen der Hintergrundvariation auf objektfreien Bereichen des *Stack* ausgeführt. Hierbei kommt ein Standard-Kommando von MIDAS zum Einsatz, welches den Hintergrund mit quadratischer Apertur von $5 \cdot 5$ Bildpunkten ermittelt. Die Standardabweichung der Meßwerte ist ein gutes Maß für den Fehler des Hintergrundes auf dem *Stack* $\sigma_{bg, Stack}$. Die Größe dieses Fehlers ist ebenfalls in Tabelle 2.4 zu finden und in der Einheit des Detektors (ADU für engl. *analogue to digital units*) angegeben.

Im Gegensatz zu dieser Abschätzung verwendet EVALUATE auf dem photographischen Datensatz eine virtuelle Kreisblende mit einem Radius $R_{MIN} = 2 \text{ Pixel}$ (s. Anhang C) und wertet somit keine vollen $5 \cdot 5$ Bildpunkte aus. Ein Vergleich der Ergebnisse der Abschätzung mit der entsprechenden EVALUATE-Berechnungen verifiziert jedoch die Gültigkeit der allgemeineren Abschätzung.

Eine weitere Ursache für die Streuung der Meßwerte in der Kalibrationsdarstellung ist in den differierenden spektralen Empfindlichkeiten der photographischen und der CCD-Daten begründet (vgl. Abbildung 2.8, Kapitel 2.3.3). Diese Differenzen führen nicht nur zu systematischen Unterschieden der gemessenen Flüsse, sondern ebenso zu stochastischen Abweichungen: Eine eindeutige Zuordnung des auf dem photographischen Datensatz gemessenen Signals zu dem Fluß, der auf den Vergleichsaufnahmen nachgewiesen wird, ist nicht mehr möglich. Eine individuelle Korrektur der Farbterme setzte bei Galaxien die Kenntnis des HUBBLE-Typs und der Rotverschiebung und bei Sternen die des Spektraltyps voraus. Da diese Informationen aus den vorliegenden Daten nicht abgeleitet werden können, ist der auf den Unterschieden der photometrischen Systeme beruhende Fehleranteil unvermeidlich.

Die Größe dieses Fehlers wird anhand derselben simulierten Daten abgeschätzt, die schon im Abschnitt 2.3.3 zur Ermittlung der Helligkeitskorrekturen für Sterne und Galaxien herangezogen wurden. Auch hier werden nur die simulierten Flüsse der 71 Hauptreihensterne und 204 Galaxien der Typen E, S0, Sa und Sb bis $z \leq 1$ für die Fehlerabschätzung verwandt. Die Standardabweichung der logarithmischen Flußverhältnisse für Sterne bzw. Galaxien ist ein direktes Maß für den Kalibrationsfehler aufgrund der differierenden Photometriesysteme $\sigma_{\lg(F_v/\mu Jy), phot}$. Dieser Fehler ist für Sterne und Galaxien von der gleichen Größenordnung, es erfolgt daher an dieser Stelle keine getrennte Betrachtung der beiden Objektklassen. In Tabelle 2.4 werden die Werte des Galaxien-Ensembles angegebenen, da diese Objekte die Kalibrationsdarstellung dominieren.

Neben diesen beiden systematischen Fehlern trägt auch der individuelle Meßfehler der Signale auf *Stack* und CCD-Bildern zur Streuung der Daten um die Ausgleichskurve bei.

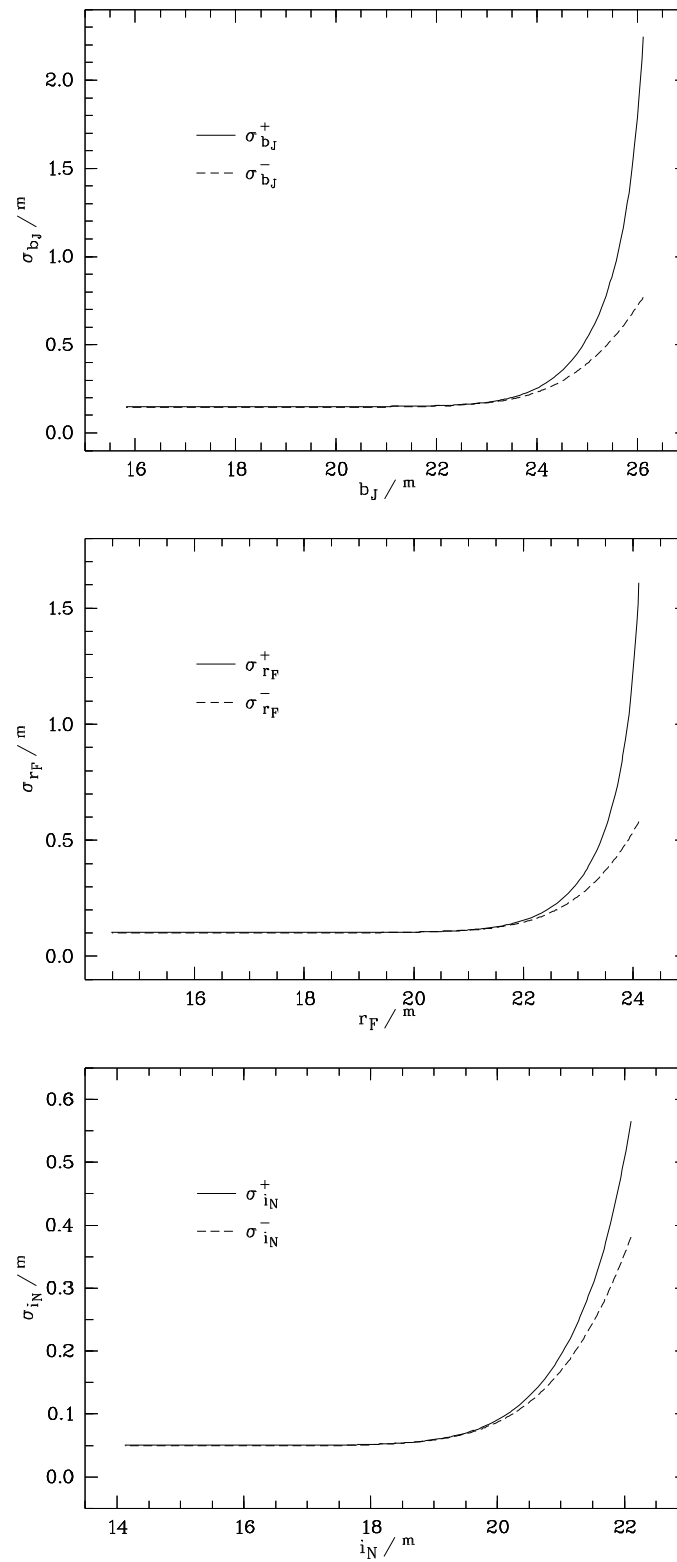


Abb. 2.9: Photometriefehler in Abhängigkeit von der Objekthelligkeit in den drei photometrischen Bändern.

Dieser statistische Fehler wird für jedes Objekt von EVALUATE berechnet und kann gegen die Fehler aus der Hintergrundberechnung bzw. gegen diejenigen aus der Differenz der photometrischen Systeme vernachlässigt werden.

Der Fehler der Hintergrundbestimmung wirkt sich desto deutlicher aus, je weniger Signal von einer Quelle auf dem *Stack* nachgewiesen ist. Daher dominiert diese Fehlerquelle bei Objekten geringer Helligkeit. Bei hellen Objekten kommt hingegen besonders die Abweichung der Photometriesysteme voneinander zum Tragen. Dieser Zusammenhang ist in Abbildung 2.9 zu erkennen, in der die Kalibrationsfehler im Magnitudensystem der Galaxien dargestellt werden. Die zunehmende Asymmetrie der Fehler σ^+ und σ^- bei geringen Helligkeiten beruht auf der logarithmischen Magnitudenskala und der wachsenden Bedeutung des linearen Fehlers der Hintergrundbestimmung. Zu beachten ist, daß hier durchgängig der 1σ -Fehler dargestellt wird, während in Abbildung 2.7 jeweils der 3σ -Fehlerbereich um die Ausgleichskurve angegeben ist.

Über die oben diskutierten Fehler der photometrischen Kalibration hinausgehend sind bei sehr hellen bzw. ausgedehnten Objekten weitere Fehlerquellen von Bedeutung. Sehr helle Objekte liegen im Sättigungsbereich des *Stack* und könnten daher u. U. fehlerhafte Flüsse zugewiesen bekommen. Außerdem besteht bei ausgedehnten Galaxien die Gefahr, daß EVALUATE mit dem angewandten Parametersatz nicht das vollständige Signal dieser Quellen berechnet. Für die Suche nach entfernten Galaxienhaufen sind diese Objektgruppen zwar nicht interessant, zur vollständigen Einschätzung der Kalibrationsfehler sind dieselben dennoch zu betrachten.

Schon in den Kalibrationsdarstellungen ist am hellen Ende deutlich die Sättigung des überlagerten photographischen Datensatzes als Abknicken der Ausgleichskurven zu erkennen. Für zunehmend stärkere Beleuchtung bildet sich bei Photographischen Emulsionen dieser Sättigungsbereich zunächst als Schulter aus, die dann in einen Bereich abnehmender Schwärzung mit zunehmender Beleuchtung übergeht. Dieser als Solarisation bezeichnete Vorgang ist eine individuelle Eigenschaft photographischer Daten und als solche nur über unabhängige Messungen zugänglich. Da die drei Vergleichsfelder des *Stack* keine ausreichend hellen Objekte enthalten, ist dieser Effekt mit den vorliegenden Daten jedoch nicht einzugrenzen.

Der Einfluß der Sättigung auf die *BRI*-Objektliste ist aus mehreren Gründen von geringerer Bedeutung. Zunächst wird die photometrische Kalibration nicht über den Definitionsbereich der Ausgleichskurve hinaus extrapoliert, so daß Objekte im Schulterbereich keinen Fluß zugewiesen bekommen. Nur extrem helle Objekte, die auf dem *Stack* ein Solarisationssignal erzeugen, können zufällig wieder in diesem Definitionsbereich liegen. Da hierfür jedoch überwiegend Sterne in Frage kommen, die über die Stern-Galaxie-Separation klassifiziert und für Untersuchungen an Galaxien ausgeschlossen werden, kann die Solarisa-

tion vernachlässigt werden. Hierbei ist vorteilhaft, daß Fehlklassifikationen in diesem Helligkeitsbereich wegen des gewählten Verlaufes der Trennkurven (vgl. Kapitel 2.2.3) sehr unwahrscheinlich sind. Darüber hinaus liegen alle prominenten Sterne und Galaxien in Ausschlußregionen und werden somit für die weiteren Untersuchungen nicht herangezogen.

Neben der Sättigung des Datensatzes ist eine weitere Fehlerquelle für prominente Objekte zu betrachten: Insbesondere für ausgedehnte Galaxien besteht die Möglichkeit, daß das Ermittlungsverfahren der EVALUATE-Intensität auf dem *Stack* aufgrund des angewandten Berechnungsverfahrens unzureichend ist. Da EVALUATE das Signal auf den photographischen Daten mit einer festen Kreisapertur von $R_{\text{MIN}} = 2 \text{ Pixel} \approx 2,1''$ Größe ermittelt, wird für Galaxien mit deutlich größeren Ausdehnungen nur der Zentralbereich ausgewertet.

Die Auswirkung dieses Berechnungsverfahrens, welches die Helligkeit von ausgedehnten Galaxien auf dem *Stack* tendenziell unterschätzt, kann nur anhand von Vergleichsmessungen untersucht werden. Da Sterne und Galaxien gemeinsam in die Flußkalibration eingehen, könnten etwaige Abweichungen direkt in der Kalibrationsdarstellung (siehe Abbildung 2.7) zu erkennen sein. Wegen des Auswahlkriteriums der Vergleichsfelder, keine prominenten Galaxien zu enthalten, eignen sich die Photometriedaten allerdings nur begrenzt für diese Untersuchungen.

Aus dem Befund, daß alle Galaxien in dem 3σ -Vertrauensbereich der Kalibrationskurve liegen, läßt sich nur eine obere Grenze ableiten: Die ausgedehnteste Galaxie, welche in die photometrische Kalibration eingeht, hat eine charakteristische Ausdehnung (e^{-1} -Werts-Halbachsen) von $a = 4,5 \text{ Pixel}$ bzw. $b = 3,7 \text{ Pixel}$. Sie ist somit rund doppelt so groß wie der Aperturradius und liegt in der Kalibrationsdarstellung schon in den beginnenden Sättigungsbereichen der Sterne. Es kann daher nicht ausgeschlossen werden, daß die beginnende Sättigung heller Sterne zufällig mit dem Signalverlust bei ausgedehnten Galaxien zusammenfällt. Dies könnte auch ohne das Bestehen eines ursächlichen Zusammenhanges zwischen den Meßergebnissen der beiden Objektgruppen zu der beobachteten guten Übereinstimmung der Daten in der Kalibrationsdarstellung führen.

Mit zunehmender Ausdehnung der Galaxien gewinnt der Fehler durch die Signalextraktion an Bedeutung. Da scheinbare Größe und Helligkeit eines ausgedehnten Objektes über die Entfernung zusammenhängen, kann man davon ausgehen, daß die problematischen Galaxien tendenziell heller sind als die prominenteste in der Kalibration, welche die scheinbaren Helligkeiten $b_J = 18,1^m$, $r_F = 16,9^m$ und $i_N = 17,0^m$ aufweist. Unter dieser Annahme sind sehr wenige Galaxien von dieser Fehlerquelle betroffen, da nur rund 1‰ der Galaxien in wenigstens einer Farbe heller sind als diese Referenzwerte. Extrem ausgedehnte Galaxien liegen wiederum in Ausschlußregionen, so daß der Fehler der unvollständigen Signalextraktion nur einen kleinen Einfluß auf die folgenden Untersuchungen hat.

2.4 Astrometrie

Die drei überlagerten COSMOS-Bilder, welche von M. R. S. Hawkins für die Galaxienhaufen-Durchmusterung bereitgestellt wurden, sind astrometrisch kalibriert. Durch das Übertragen der entsprechenden Parameter auf sämtliche FITS-Dateien sind jedes einzelne Teilbild und die daraus hervorgegangenen Objekt-Tabellen mit der astrometrischen Kalibration versehen. Der Parametersatz ermöglicht eine Transformation zwischen den rechtwinkligen Plattenkoordinaten und dem äquatorialen Koordinatensystem der Epoche 1950.

Trotz der bestehenden Astrometrie für den photographischen Datensatz ist hier eine unabhängige Überprüfung dieser Kalibration notwendig, um deren Verlässlichkeit insbesondere für Nachbeobachtungen zu klären. Von besonderer, praktischer Bedeutung ist hierbei die Herstellung von Masken für die Multiobjekt-Spektroskopie (MOS) vor Beginn einer Beobachtungskampagne. Für diese vergleichende Untersuchung werden exemplarisch fünf jeweils $10' \cdot 10'$ große Bereiche des R_F -Stack ausgewählt, die in Zentrumsnähe bzw. in der Nähe der vier Ecken des Datensatzes liegen. Die Positionen dieser Astrometrie-Vergleichsfelder sind in Abbildung 2.10 zusammen mit einem nach der bestehenden Astrometrie berechneten Koordinaten-Netz darstellt.

Als Referenz dieser unabhängigen astrometrischen Kalibration dienen 179 PPM-Sterne [73], welche in der vom Stack abgedeckten Himmelsregion liegen. Die Positionen dieser Sterne werden zunächst in die Epoche 1950 und mittels der bestehenden Astrometrie vorläufig auf die Plattenkoordinaten des Stack transformiert. Die tatsächlichen Positionen der Referenzsterne werden dann interaktiv durch das Zentrieren einer zweidimensionalen GAUSS-Funktion auf den entsprechenden R_F -Teilbildern ermittelt. Darüber hinaus werden auf jedem der fünf Astrometriefelder nach dem selben Verfahren die Positionen von über zwanzig Objekten gemessen.

Für die unabhängige astrometrische Kalibration eines Testfeldes werden aus der Referenzliste die Sterne eines rund $110' \cdot 110'$ großen, auf das jeweilige Astrometriefeld zentrierten Bereiches ausgewählt. Dies ermöglicht die Berechnung einer lokalen Plattenlösung, für die in allen Fällen Polynome zweiten Grades zur Anwendung kommen. Bei diesem lokalen Kalibrationsprozeß werden iterativ einige wenige Referenzsterne ausgeschlossen, die den größten Anteil an dem Kalibrationsfehler verursachen. Auf diese Weise lassen sich Kalibrationsfehler durch Sterne mit großer Eigenbewegung minimieren. Mit den ermittelten Parametern der Ausgleichskurve zwischen Platten- und äquatorialen Koordinaten werden dann die Feldobjekte lokal astrometrisch kalibriert.

Mittels eines Vergleiches der bestehenden mit den fünf lokalen Kalibrationen kann die Güte der Astrometrie des photographischen Datensatzes ermittelt werden. Das Ergebnis dieser Überprüfung wird in Tabelle 2.5 ausführlich dargestellt, wobei die mittleren Abwei-

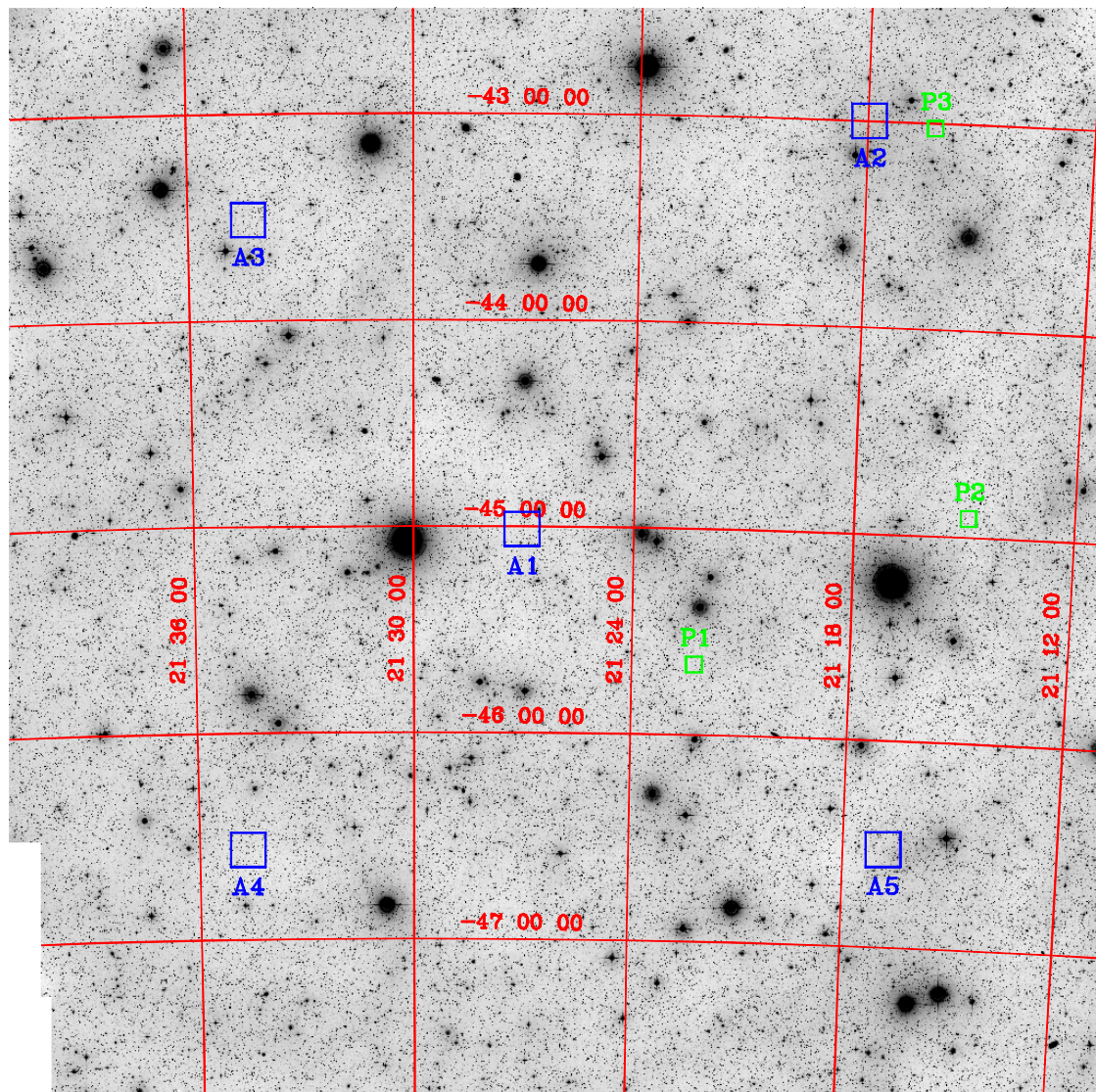


Abb. 2.10: Der R_F -Stack mit überlagertem Koordinatennetz (Epoche 1950.) und den Positionen der Photometrie- (P1-P3) und Astrometriefelder (A1-A5).

chungen der Objektpositionen von der Streuung derselben getrennt werden. Erstere sind ein Maß für die Translation der Koordinatensysteme gegeneinander, während letztere die lokale Präzision der Astrometrie beschreiben.

Die absolute Astrometrie ist mit Abweichungen ΔRA , ΔDec von wenigen Bogensekunden über den mehrere Grad großen Datensatz von hoher Qualität. Von größerer praktischer Bedeutung als die Differenz der absoluten Astrometrie ist jedoch die Güte der lokalen Kalibration. Ein Maß hierfür sind die Residuen der Objektpositionen nach Berücksichtigung

der Translation des lokalen Koordinatensystems. Diese Residuen σ_{RA} , σ_{Dec} sind mit wenigen zehntel Bogensekunden ebenfalls so klein, daß die astrometrische Kalibration des *Stack* auch lokal den hier gestellten Anforderungen vollstens genügt.

Tab. 2.5: Übersicht über die Qualität der astrometrischen Kalibration des *Stack*.

Feld	Lage	$\Delta RA / ''$	$\Delta Dec / ''$	$\sigma_{RA} / ''$	$\sigma_{Dec} / ''$
A1	Zentrum	+1,282	+0,082	0,228	0,183
A2	NW	+1,784	+1,635	0,038	0,036
A3	NO	-0,588	+0,165	0,192	0,061
A4	SO	-0,413	-0,678	0,210	0,201
A5	SW	+2,322	-1,492	0,041	0,200

Hierbei ist allerdings zu berücksichtigen, daß sowohl die absoluten als auch die lokalen Abweichungen in den Ecken des *Stack* größer sein können, als es diese Meßergebnisse dokumentieren. Die astrometrische Kalibration kann jedoch nicht näher am Rand des photographischen Datensatzes überprüft werden, da die Verteilung der Referenzsterne dort asymmetrisch oder deren Anzahl zu klein wird. Die hier vorgenommenen vergleichenden Messungen zeigen keinen generellen Mitte-Rand-Trend der Astrometriefehler, welche auf zunehmende Fehler in den Ecken des *Stack* hinwiesen. Es kann somit davon ausgegangen werden, daß die Astrometrie über den gesamten Datensatz ausreichend präzise Himmelskoordinaten liefert, welche u. a. die Anfertigung von MOS-Masken vor Beginn spektroskopischer Nachbeobachtungen ermöglicht.

3 Eigenschaften des Objektkataloges

*Freudig war, vor vielen Jahren,
eifrig so der Geist bestrebt,
zu forschen, zu erfahren,
wie Natur im Schaffen lebt.*

*Und es ist das ewig Eine,
das sich vielfach offenbart,
klein das Große, groß das Kleine,
alles nach der eignen Art.*

Johann Wolfgang Goethe

3.1 Stern- und Galaxie-Zählungen

Der vollständige Objektkatalog umfaßt mehr als $3,35 \cdot 10^6$ Sterne und Galaxien, von denen rund $2,73 \cdot 10^6$ außerhalb der Ausschlußregionen liegen und mindestens einen 3σ -EVALUATE-Nachweis auf dem B_J -, R_F - oder I_N -Datensatz haben. Die Verteilung dieser Objekte auf die beiden Objektklassen und auf Nachweise in einzelnen Farben wird in Tabelle 3.1 dargestellt. Darüber hinaus sind dort auch die Gesamtzahlen dieser Objekte zu finden. Die auffällig differierende Galaxienanzahl in den drei Bändern ist durch die verschiedenen Tiefen der entsprechenden Daten bedingt (vgl. Abbildung 3.1).

Tab. 3.1: Verteilung der 3σ -Nachweise von Objekten außerhalb der Ausschlußregionen.

	Sterne	Galaxien	alle Objekte
B_J	220.932	2.063.301	2.284.233
R_F	219.711	1.780.953	2.000.664
I_N	212.378	787.421	999.799
gesamt	225.536	2.503.133	2.728.669

Wegen der Größe dieser Stichprobe ist eine individuelle Begutachtung der Quellen nicht praktikabel. Da die Suche nach Galaxienhaufen jedoch einen wohldefinierten Datensatz

3 Eigenschaften des Objektkataloges

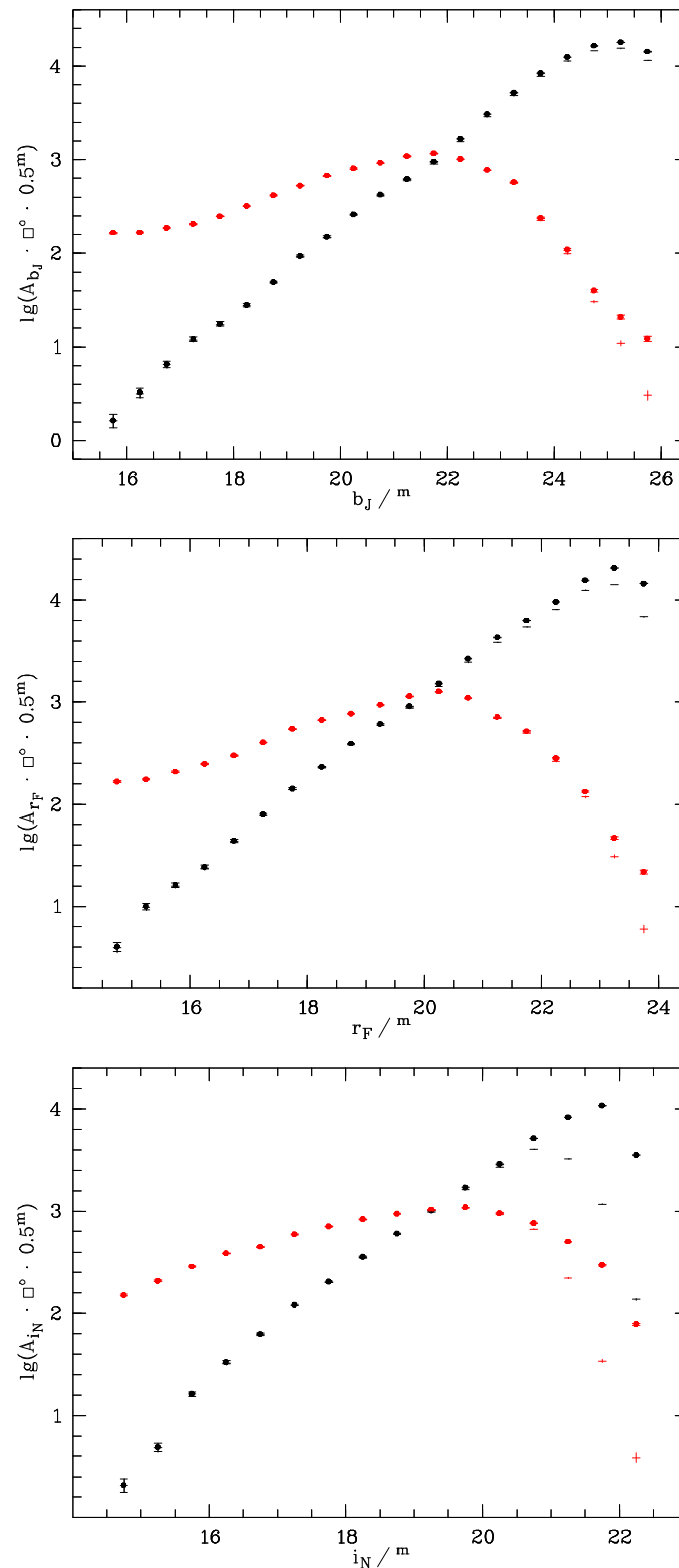


Abb. 3.1: Differentielle Zählungen der Sterne (rot) und Galaxien (schwarz), welche auf allen Bändern (•) bzw. nur auf dem jeweiligen Band (-) basieren.

voraussetzt, ist eine Kontrolle der zugrundeliegenden Objektliste unerlässlich. Eine geeignete Methode der Untersuchung der gesamten Stichprobe sind differentielle Objektzählungen, die mit Literaturangaben verglichen werden können. Darüber hinaus ermöglichen diese Zählungen eine Abschätzung der Vollständigkeitsgrenze des Datensatzes und eine grobe Überprüfung der Objektklassifikation.

Für die differentiellen Zählungen werden nur diejenigen Objekte verwendet, die in keiner Ausschlußregion liegen und die in mindestens einer Farbe von EVALUATE mit 3σ nachgewiesen sind. Ergänzend hierzu werden ebenfalls Zählungen für die ursprüngliche INVENTORY-Detektion auf nur einem *Stack*-Bild ausgeführt. In beiden Fällen erfolgt die Klassifikation der Objekte jedoch über die Informationen aus allen drei Spektralbereichen. In Abbildung 3.1 werden diese auf ein Quadratgrad und ein Helligkeitsintervall von $0,5^m$ bezogenen Objektzählungen A_{b_J} , A_{r_F} und A_{i_N} zusammen mit den entsprechenden POISSON-Fehlern dargestellt.

Ein Vergleich der Zählung der in einer Farbe gefundenen Objekte mit der anhand des gesamten Objektkataloges ausgeführten Zählung verdeutlicht die Vollständigkeit der INVENTORY-Objektdetektion auf den einzelnen überlagerten Photoplaten. Da der Gesamtkatalog auf den Daten aller drei Farben basiert, wird die mangelnde Vollständigkeit der Quelledetektion auf einem *Stack*-Bild durch die Daten der beiden weiteren Bilder zumindest teilweise ausgeglichen. Je weniger Objekte auf einer Summenplatte nachgewiesen sind, desto deutlicher profitiert die Vollständigkeit der entsprechenden Objektliste von den Informationen der ergänzenden Daten. Aus diesem Grund ist der Vollständigkeitsgewinn bei den I_N -Daten am deutlichsten ausgeprägt, während der B_J -Datensatz den geringsten Nutzen aus den beiden anderen Bändern ziehen kann.

Trotz der sich gegenseitig ergänzenden Daten ist auch der Gesamtkatalog aller Objekte unvollständig, das Abknicken der differentiellen Galaxienzählungen bei geringen scheinbaren Helligkeiten ist Ausdruck der begrenzten Vollständigkeit. Setzt man für die Zählungen ein Potenzgesetz der Form

$$\lg(A(m)) = k \cdot (m - m_{ref}) + \lg(A_{ref}) \quad (3.1)$$

an, das durch die Potenz k und einen Referenzwert $\lg(A_{ref}) = \lg(A(m_{ref}))$ vollständig charakterisiert wird, so kann über dessen Extrapolation die Vollständigkeit abgeschätzt werden. Hierfür ist es zunächst notwendig, die beiden Parameter der Funktion durch eine Regressionsanalyse der Galaxienzählungen anzupassen, wobei die Eingabewerte auf den linearen Teil der Daten beschränkt werden, um ein verlässliches Ergebnis zu erhalten. In der Tabelle 3.2 werden die verwandten Datenintervalle m_{fit} und die angepaßten Parameter des Potenzgesetzes zusammen mit deren Fehlern angegeben.

Tab. 3.2: Charakteristische Größen der differentiellen Galaxienzählungen.

	m_{fit} / m	m_{ref} / m	$\lg(A_{ref})$	k
B_J	[17,0; 24,5]	24,0	$4,00 \pm 0,03$	$0,438 \pm 0,004$
R_F	[17,0; 23,5]	23,0	$4,29 \pm 0,04$	$0,405 \pm 0,006$
I_N	[17,0; 21,5]	21,0	$3,81 \pm 0,01$	$0,460 \pm 0,002$

Die Ausgleichsgeraden werden auch über den Datenbereich m_{fit} hinaus zur Normierung der differentiellen Zählungen herangezogen. Ausgehend von diesen Einzelwerten kann durch Anpassen einer geeigneten Funktion die mittlere Vollständigkeit abgeleitet werden. Hierbei ist die folgende Form zweckmäßig [51]:

$$f_{compl}(m) = \left(e^{(m-m_c)/m_d} + 1 \right)^{-1} \quad (3.2)$$

Der Parameter m_c steht für die scheinbare Helligkeit, bei der die Vollständigkeit den Wert 0,5 annimmt, während $-1/m_d$ die Steigung bei $m = m_c$ parametrisiert. Mit dieser angepaßten Funktion läßt sich zu jeder geforderten Vollständigkeitsgrenze die zugehörige Grenzhelligkeit berechnen.

Tab. 3.3: Angepaßte Parameter der Funktion f_{compl} und die daraus abgeleiteten Vollständigkeitsgrenzen.

	m_c / m	m_d / m	m_{75} / m
B_J	$25,237 \pm 0,073$	$0,401 \pm 0,064$	24,8
R_F	$23,626 \pm 0,052$	$0,225 \pm 0,052$	23,4
I_N	$21,943 \pm 0,012$	$0,172 \pm 0,009$	21,8

Für die Suche nach Galaxienhaufen muß die Objektstichprobe u. a. auf eine möglichst vollständige Teilmenge begrenzt werden, da andernfalls nicht kontrollierbare Auswahleffekte die Stichprobe beeinflussen. Andererseits ist die Einschränkung der Objektliste auf nahezu 100%ige Vollständigkeit nicht praktikabel, da auf diese Weise der dynamische Bereich der Daten zu stark beschnitten wird. In der Literatur sind verschiedene Grenzvollständigkeitsgrenzen dokumentiert, die bis zu Werten von 50 % reichen [51, 80], für den *Stack* wird eine Vollständigkeitsgrenze von 75 % gewählt. In Tabelle 3.3 werden die Parameter der Ausgleichskurve zusammen mit der abgeleiteten und auf eine Dezimalstelle gerundeten Grenzgröße für 75%ige Vollständigkeit m_{75} angegeben. Der Datensatz enthält etwa

$1,56 \cdot 10^6$ Galaxien, die außerhalb der Ausschlußregionen liegen und in wenigstens einem photometrischen Band heller als die Vollständigkeitsgrenze sind.

Exemplarische Untersuchungen der Objekte in den Photometriefeldern zeigen, daß diese Grenzgrößen auch die Anzahl der Rauschobjekte sinnvoll begrenzen. Von den Objekten, die in zwei Helligkeitsintervallen von $0,5^m$ bzw. $1,0^m$ um die jeweiligen Grenzgrößen liegen, sind nur 3...4 % (B_J und I_N) bzw. 9...12 % (R_F) nicht mit mindestens 3σ auf einer der drei CCD-Vergleichsaufnahmen in BV , R bzw. I nachgewiesen. Wegen der begrenzten Zählstatistik in den vergleichsweise kleinen Photometriefeldern können diese Werte nur als grobe Abschätzung dienen. Die Kontamination der BRI -Objektliste mit rund 10 % Rauschobjekten an der Vollständigkeitsgrenze ist jedoch akzeptabel.

Über die Vollständigkeit hinausgehend enthalten die differentiellen Objektzählungen auch Informationen zur Stern-Galaxie-Separation. In Abbildung 3.1 erkennt man jeweils ein Abknicken der Sternzählungen um die Helligkeit, bei der Sterne und Galaxien etwa gleich häufig sind. Dieses Abknicken ist durch den gewählten Verlauf der Separationskurve bei geringen Zentralhelligkeiten bedingt (vgl. Kapitel 2.2.3) und wegen der Notwendigkeit, möglichst wenig Galaxien falsch zu klassifizieren, unvermeidlich.

Da die Stern-Galaxie-Trennung erst in dem Helligkeitsbereich zusammenbricht, in dem die Galaxien zu dominieren beginnen, ist der Einfluß falsch klassifizierter Sterne auf die Galaxienstichprobe vergleichsweise gering. Um dies zu quantifizieren, wird zunächst die erwartete Sternanzahl nach dem BAHCALL-SONEIRA-Modell [5] unter Berücksichtigung der Transformation auf das B_J -Band [29] berechnet. Hierbei werden ausschließlich die Standard-Modellparameter und die galaktischen Koordinaten für das Zentrum des *Stack* ($b^{\text{II}} = 355,3^\circ$, $l^{\text{II}} = -46,6^\circ$) als Eingangsgrößen verwandt.

Ein Vergleich des Modells mit den Sternzählungen für den B_J -Datensatz in Abbildung 3.2 zeigt eine bemerkenswert gute Übereinstimmung für den Helligkeitsbereich $17^m \lesssim b_J \lesssim 22^m$, in dem die Abweichungen $|\Delta A(m)|/A(m) \lesssim 10\%$ sind. Die Differenz zwischen Modell und Zählung bei hellen Sternen ist einerseits durch den Verlauf der Stern-Galaxie-Separationskurve bedingt, die helle Objekte bevorzugt als Sterne klassifiziert. Andererseits liegen diese Sterne im Sättigungsbereich der Photographischen Emulsion, so daß auch intrinsisch hellere Objekte in den Bereich $15,5^m \lesssim b_J \lesssim 17^m$ projiziert werden. Weiterhin ist nicht ausgeschlossen, daß bei diesen Helligkeiten unerkannte Mehrfachdetektionen einzelner, prominenter Sterne zu einem erhöhten Zählergebnis führen. Die Differenz zwischen Modell und Zählung für $b_J > 22^m$ ist hingegen auf die zusammenbrechende Objektklassifikation zurückzuführen.

Das BAHCALL-SONEIRA-Modell kann wegen der guten Übereinstimmung mit den Meßergebnissen als Referenz für die Sternanzahl in dem Helligkeitsbereich verwendet werden, in dem die Klassifikation der Objekte zusammengebrochen ist. Die Abweichung der

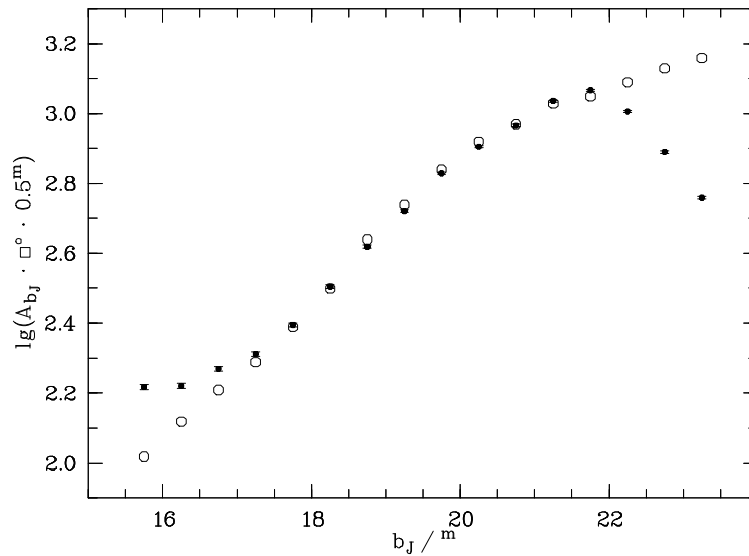


Abb. 3.2: Vergleich der Sternzählung im B_J -Band (●) mit dem BAHCALL-SONEIRA-Modell (○).

erwarteten von den gemessenen Werten ist direkt ein Maß für die Anzahl fehlklassifizierter Sterne in der Galaxienstichprobe. Nach dieser Abschätzung ist die Kontamination des Galaxienensembles bei $b_J = 22,75^m$ mit etwa 18 % am größten und nimmt bis zur Vollständigkeitsgrenze auf rund 12 % ab. Der maximale Anteil falsch klassifizierter Sterne ist somit in dem Helligkeitsbereich zu finden, in dem die Trennung der Objekte gerade fehlschlägt und die Galaxien noch nicht deutlich zu dominieren beginnen.

Neben der Betrachtung von Vollständigkeit und Kontaminationen des Objektkataloges ist auch ein Vergleich der Galaxienzählungen mit Literaturwerten interessant, um die Kompatibilität dieser auf dem *Stack* basierenden Stichprobe zu untersuchen. In Abbildung 3.3 werden die differentiellen Galaxienzählungen verschiedenen Zählungen aus der Literatur gegenübergestellt. Die scheinbaren Helligkeiten sind, soweit dies erforderlich ist, auf die photographischen Bänder transformiert worden, um vergleichbare Bezugssysteme bereitzustellen. Man erkennt jeweils eine gute Übereinstimmung des generellen Verlaufes der auf dem *Stack* basierenden Zählungen mit denen aus der Literatur, wobei in den hellsten und lichtschwächsten Datenintervallen leichte Abweichungen zu erkennen sind.

Die Ursachen für die leichten Abweichungen bei hellen Galaxien sind ähnlich wie die bei den entsprechenden Sternen. Auch hier werden Objekte, welche intrinsisch außerhalb des Definitionsbereiches der photometrischen Kalibration liegen, hauptsächlich wegen des Signalverlustes aufgrund der festen Aperturgröße bei der Signalextraktion in den gültigen Helligkeitsbereich projiziert. Darüber hinaus können bei Galaxien ebenso wie bei Sternen Mehrfachdetektionen einzelner Objekte zu einem erhöhten Zählergebnis führen. Ein Fehler

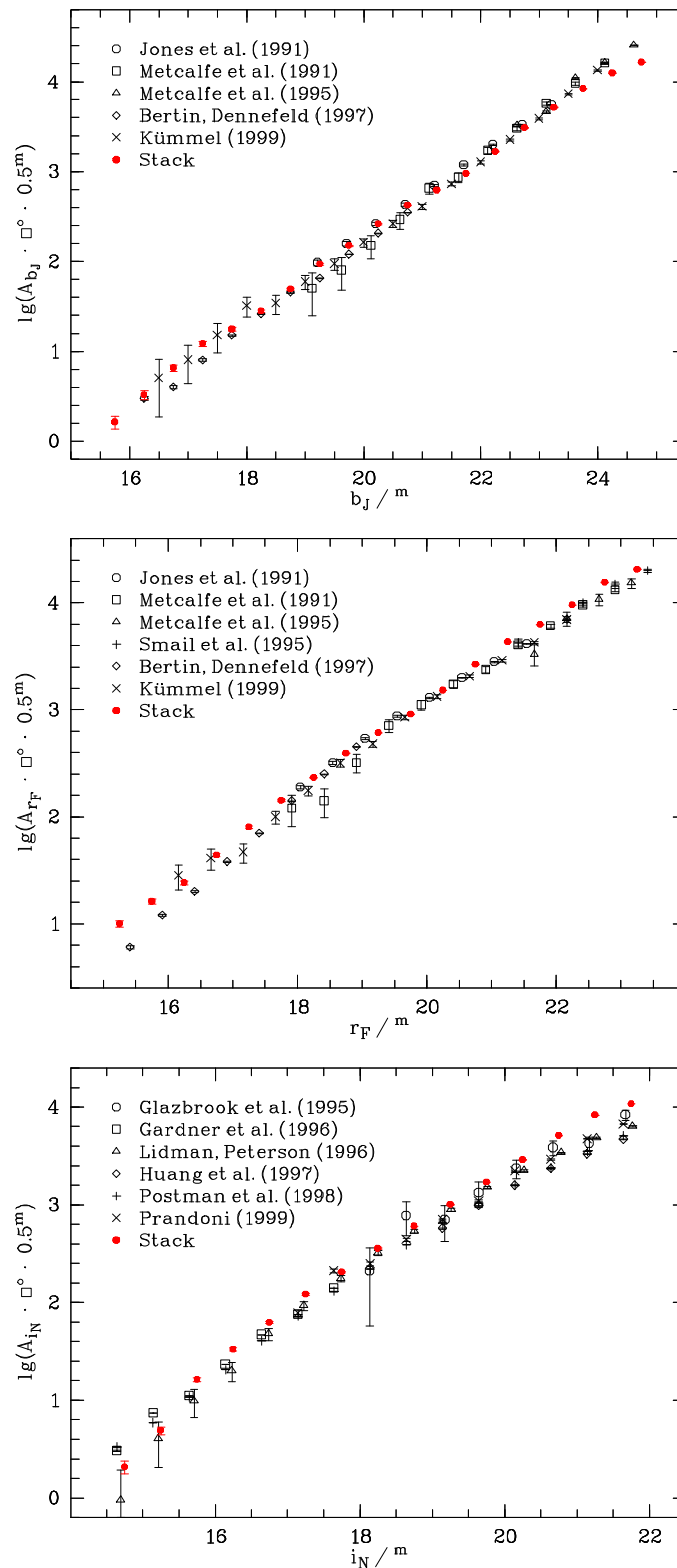


Abb. 3.3: Vergleich der differentiellen Galaxienzählungen mit verschiedenen anderen Arbeiten.

in der Klassifikation prominenter Sterne und Galaxien würde hingegen zu einer deutlich größeren Abweichung der Messungen von den Literaturwerten führen, da die Sterne in diesem Helligkeitsbereich dominieren. Es kann daher trotz der bevorzugten Klassifikation eines hellen Objektes als Stern angenommen werden, daß die Stern-Galaxie-Separation am hellen Ende des dynamischen Bereiches des *Stack* korrekt ist.

Bei Galaxien geringer Helligkeit sind die Differenzen zu den Literaturzählungen durch zwei konkurrierende Effekte zu erklären. Zum einen nimmt die Vollständigkeit der Objektdetektion bei Annäherung an die Nachweisgrenze über einen größeren Helligkeitsbereich kontinuierlich ab. Dies führt wegen der schneller wachsenden Anzahl von Objekten jedoch zunächst nur zu einer lokal kleineren Steigung der differentiellen Zählung. Zum anderen werden aufgrund statistischer Photometriefehler Objekte einer gegebenen Helligkeit z. T. in benachbarten Datenintervallen gezählt. Dies bedingt wegen der wachsenden Anzahl der Galaxien mit abnehmender Helligkeit einen positiven Beitrag zu den Zählungen vor der Vollständigkeitsgrenze, die sich lokal in einer größeren Steigung äußert. Diese EDDINGTON-Abweichung [24] wird mit dem Fehler der Photometrie größer und gewinnt somit mit abnehmender Helligkeit der Galaxien zunehmend an Bedeutung.

Wie schon bei der Betrachtung der Vollständigkeitsgrenzen dargelegt wurde, profitiert der B_J -Datensatz am wenigsten von der gegenseitigen Ergänzung der drei Objektlisten. Aus diesem Grund ist zu erwarten, daß hier die abnehmende Vollständigkeit dominiert, was die im Vergleich zu Literaturwerten zu kleinen Zählergebnisse bei geringen scheinbaren Helligkeiten erklärt. Im Gegensatz hierzu wird die abnehmende Vollständigkeit der Objektdetektion sowohl beim R_F - als auch beim I_N -*Stack* weitestgehend durch die beiden verbleibenden Datensätze ausgeglichen. Somit ist die EDDINGTON-Abweichung als Ursache für die lokal erhöhten Galaxienzahlen vor der Vollständigkeitsgrenze in diesen beiden Bändern anzusehen.

Zusammenfassend zeigt dieser Literaturvergleich, daß die auf dem *Stack* basierende Objektstichprobe mit anderen Stichproben kompatibel ist. Diese Vergleichbarkeit schließt neben den direkt untersuchten Steigungen der differentiellen Zählungen auch die gleichzeitig durch die Lage der Datenpunkte implizit getestete photometrische Kalibration des vorliegenden Datensatzes ein.

3.2 Galaxie-Galaxie-Korrelationen

Ein weiteres Instrument zur statistischen Untersuchung der Galaxienstichprobe ist die Winkelkorrelationsfunktion $w(\theta)$, die über die räumliche Häufung der Objekte Auskunft gibt. Diese Korrelationsfunktion ist über die Beziehung

$$dP = n^2(1 + w(\theta))d\Omega_1 d\Omega_2 \quad (3.3)$$

mit der differentiellen Wahrscheinlichkeit dP verknüpft, je ein Objekt in zwei Raumwinkel-elementen $d\Omega_1$ und $d\Omega_2$ zu finden, die um den Winkel θ voneinander separiert sind. Die Größe n drückt hierbei die mittlere Flächendichte der Objekte aus.

Eine derartige Winkelkorrelation läßt sich mittels der Häufigkeiten von Objektpaaren N_{dd} als Funktion des Winkelabstandes θ abschätzen, wobei θ typischerweise in logarithmischen Intervallen $\Delta(\lg \theta) = 0,2$ ausgewertet wird. Durch Normierung der Häufigkeiten mit der Anzahl aller möglichen Paare in einer Stichprobe von N_d Objekten erhält man $DD = N_{dd}(\theta) / [N_d(N_d - 1)/2]$. Mittels N_r Punkten, welche zufällig auf der von den Daten abgedeckten Fläche verteilt sind, werden zwei weitere Verteilungen analog berechnet: $DR = N_{dr}(\theta) / [N_d \cdot N_r]$ bezeichnet die normierte Häufigkeit von Abständen zwischen Objekten und Zufallspunkten, während $RR = N_{rr}(\theta) / [N_r(N_r - 1)/2]$ die entsprechende Anzahl von Paaren in der Zufallsverteilung beschreibt. In der Literatur werden verschiedene Varianten diskutiert, die Korrelationsfunktion mittels der Größen DD , DR und RR abzuschätzen [32, 36, 49]. Wegen des minimierten statistischen Fehlers bei großen Winkeln wird hier das folgende Verfahren angewandt [49]:

$$w_{LS}(\theta) = \frac{DD - 2DR + RR}{RR} \quad (3.4)$$

Unabhängig von dem verwandten Berechnungsverfahren weicht die gemessene Winkelkorrelation $w_M(\theta)$ von der wahren Korrelationsfunktion $w(\theta)$ ab:

$$w_M(\theta) = w(\theta) - \sigma^2 \quad (3.5)$$

Die als Integralbeschränkung σ^2 bezeichnete systematische Unterschätzung der tatsächlichen Korrelation beruht auf der endlichen Ausdehnung der untersuchten Fläche. Setzt man mit $w(\theta) = A \cdot \theta^{-\delta}$ eine Parameterform der Korrelationsfunktion an, so folgt

$$w_M(\theta) = A \cdot \left(\theta^{-\delta} - \frac{\sigma^2}{A} \right) \quad (3.6)$$

wobei die Größe σ^2 / A mittels der Häufigkeit der Paarabstände in der Zufallsverteilung $N_{rr}(\theta)$ abgeschätzt werden kann [71]:

$$\frac{\sigma^2}{A} = \frac{\sum N_{rr}(\theta) \cdot \theta^{-\delta}}{\sum N_{rr}(\theta)} \quad (3.7)$$

Die Berechnung der Winkelkorrelationsfunktion nach Gleichung 3.4 setzt die Existenz einer mit der *BRI*-Objektliste vergleichbaren Liste von Zufallspunkten voraus. Neben der Verwendung eines zuverlässigen Zufallszahlengenerators ist vor allem die genaue Reproduktion derjenigen Fläche notwendig, welche der Objektstichprobe zugrunde liegt. Dies schließt insbesondere die Berücksichtigung der internen Lücken ein, die durch Ausschlußregionen verursacht werden. Daher wird mittels des Generators RAN2 [69] zunächst eine Tabelle mit rund $3,89 \cdot 10^6$ zufällig über die gesamte Grundfläche des *Stack* verteilten Datenpunkten erzeugt, wobei die Positionen entsprechend der Plattenkoordinaten berechnet werden. In einem weiteren Schritt erfolgt mittels des Maskenbildes (s. Kapitel 2.2.2) eine Einschränkung dieser Liste auf diejenigen Einträge, die nicht in Ausschlußregionen des photographischen Datensatzes liegen. Die so erzeugte Tabelle von Zufallspunkten umfaßt rund $2,74 \cdot 10^6$ Einträge und ist somit auch vom Umfang her mit der *BRI*-Objektliste vergleichbar.

Die Korrelationsfunktion $w_{LS}(\theta)$ wird für die vorliegende Galaxienstichprobe für jedes der drei photometrischen Bänder in Helligkeitsintervallen $\Delta m = 1^m$ bis zur jeweiligen Vollständigkeitsgrenze berechnet. Umfaßt eine derartige Auswahl mehr als 35.000 Galaxien, so erfolgt eine weitere Einschränkung dieser Stichprobe, es wird eine genau 35.000 Galaxien umfassende Teilmenge zufällig aus der ursprünglichen Selektion extrahiert. Dieses Vorgehen ist notwendig, um die erforderliche Rechenzeit für die Ermittlung einer Korrelation auf wenige Tage zu beschränken.

Die Auswertung der Paarabstände erfolgt für die Skalen $\lg(\theta / ") \geq 0,4$, da die Berücksichtigung kleinerer Skalen wegen der Auflösung des photographischen Datensatzes von rund $2,2''$ nicht mehr sinnvoll ist. Die obere Grenze der zu untersuchenden Winkelabstände wird durch den größten meßbaren Paarabstand im Datensatz gegeben. Das größte Winkelintervall, welches noch vollständig untersucht werden kann, begrenzt die Skalen auf $\lg(\theta / ") \leq 4,2$.

Um die Genauigkeit der Berechnungen nicht unnötig durch die Zählstatistik der Zufallsverteilung zu begrenzen, wird die Anzahl der zufällig verteilten Punkte jeweils abhängig von der Anzahl der Datenpunkte so gewählt, daß

$$N_r \geq 10 \cdot N_d \quad (3.8)$$

Diese Mindestanzahl gewährleistet, daß die POISSON-Fehler der Größen *RR* und *DR* wenigstens um einen Faktor 10 bzw. $\sqrt{10}$ kleiner sind als der entsprechende Fehler der Größe *DD*. Eine noch größere Anzahl von Zufallspunkten ist hier zwar wünschenswert,

würde jedoch den Rechenzeitbedarf für die Berechnung der Paarabstände wiederum deutlich über das praktikable Maß hinaus erhöhen.

Die beste Abschätzung des Fehlers einer Korrelation erfolgt durch Anwendung des *Bootstrap*-Verfahrens [52], bei dem die Abweichungen vieler (≥ 100) Korrelationsberechnungen auf vergleichbaren, aber differierenden Objektstichproben der Größe N_d ausgewertet werden. Alternativ zu dieser sehr zeitaufwendigen Methode lassen sich die Korrelationsfehler auch aus der Zählstatistik der Größen $N_{dd}(\theta)$, $N_{dr}(\theta)$, $N_{rr}(\theta)$, N_d und N_r durch Fehlerfortpflanzung ableiten. Exemplarische Untersuchungen an einigen kleinen Stichproben mit $N_d \approx 10^3$ zeigen, daß die Fortpflanzung der POISSON-Fehler den *Bootstrap*-Fehler gut reproduziert, so daß hier das weniger zeitintensive Verfahren zu bevorzugen ist.

Für jede Korrelation $w_{LS}(\theta)$ wird die Amplitude $A_{0,8}$ durch Anpassen der Funktion 3.6 mit dem festen Exponenten $\delta = 0,8$ bestimmt, der verschiedene Literaturergebnisse näherungsweise beschreibt [13, 71]. Darüber hinaus erfolgt jeweils eine weitere Anpassung der Parameter A und δ , um auch den Exponenten überprüfen zu können. Da die Integralbeschränkung σ^2 / A im wesentlichen von der Ausdehnung und Geometrie der untersuchten Himmelsregion bestimmt wird, ist es nicht sinnvoll, diese Größe ebenfalls als freien Parameter zu verwenden. Andererseits hängt die Integralbeschränkung entsprechend der Gleichung 3.7 von dem Exponenten der wahren Winkelkorrelationsfunktion ab, so daß es nicht möglich ist, diesen Wert für ein freies δ a priori zu berechnen. Aus diesem Grund wird bei der zweiten Anpassung ein iteratives Verfahren angewandt, bei dem die Größe σ^2 / A zunächst für einen Exponenten $\delta = 0,8$ berechnet wird, bevor die Parameter A und δ angepaßt werden. Mit dem so ermittelten Exponenten werden in einem zweiten Iterationsschritt sowohl eine verbesserte Integralbeschränkung, als auch aktuelle Werte für die Amplitude A und den Exponenten δ berechnet. Auf weitere Iterationsdurchgänge kann hier verzichtet werden, da die Änderung der Parameter schon im dritten Schritt mindestens um eine Größenordnung kleiner ist als deren Fehler.

Das Winkelintervall, in dem die Parameter der Korrelationsfunktion angepaßt werden, wird in mehreren Helligkeitsbereichen auf Skalen $\theta \geq 5''$ beschränkt. Dies ist notwendig, um das jeweilige Ergebnis nicht durch eine stärkere Korrelation auf kleinen Skalen zu verfälschen. Eine größere Korrelationsamplitude für $\theta \leq 5''$ wird bei [71] diskutiert und ist an dieser Stelle nicht Gegenstand weiterer Untersuchungen. Außerdem werden die zur Anpassung verwandten Winkelbereiche generell auf $\lg(\theta / '') \leq 3,8$ eingegrenzt, um eine Dominanz der großen Skalen, welche die kleinsten Amplituden und Fehler aufweisen, bei der Berechnung der Parameter auszuschließen und die Qualität der Anpassung zu erhöhen.

In Abbildung 3.4 sind die gemessenen Korrelationen in den drei photometrischen Bändern zusammen mit den unter Verwendung der freien Parameter A und δ angepaßten

3 Eigenschaften des Objektkataloges

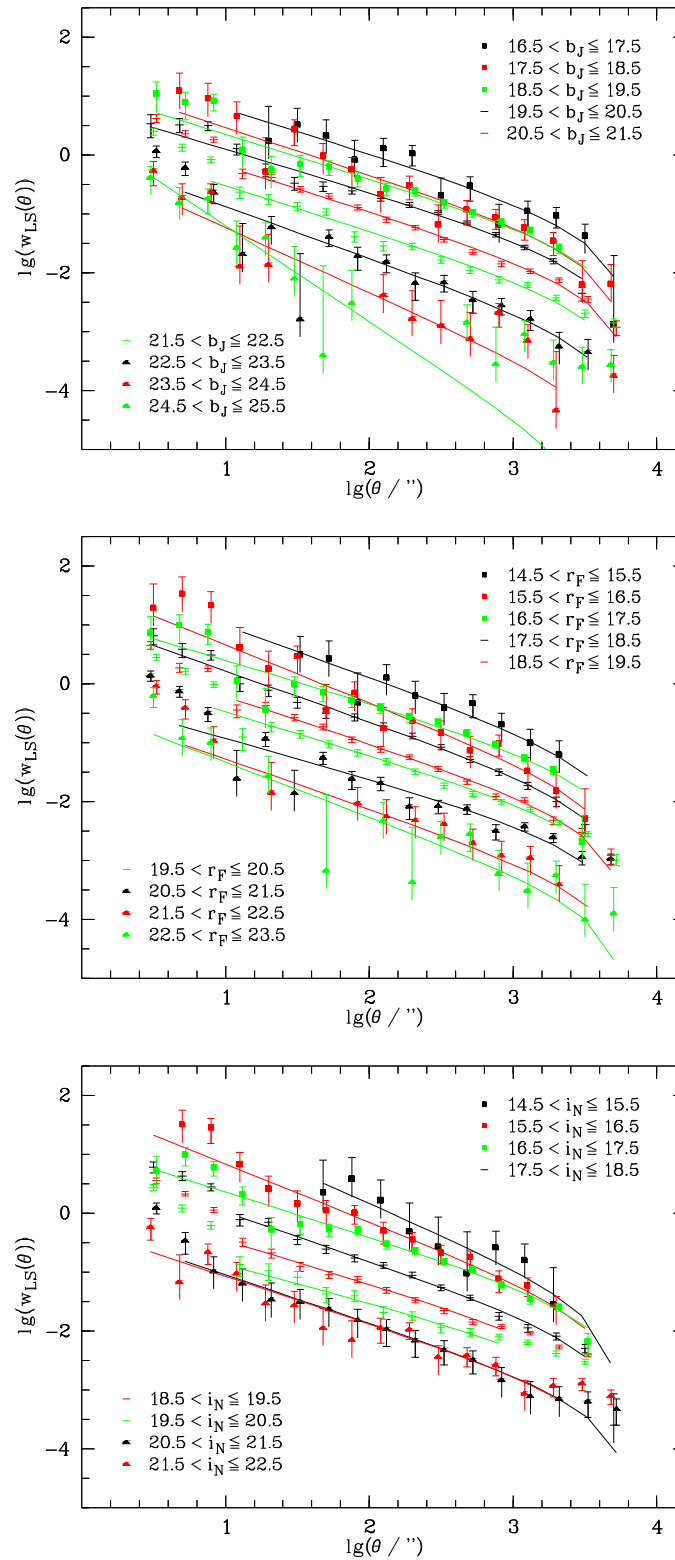


Abb. 3.4: Gemessene Korrelationsfunktionen der Galaxien in den drei photographischen Bändern mit den daran angepaßten Ausgleichskurven.

Ausgleichskurven dargestellt. Aus Gründen der Übersicht werden die unteren Fehler nur eingeschränkt wiedergegeben: Meßfehler, die relativ größer als 50 % sind, werden nach unten nur bis zum 50%-Wert angedeutet und ohne Fehlerbalken dargestellt, während kleinere Fehler auch nach unten vollständig und mit Balken angegeben werden. Darüber hinaus wird auf die Darstellung der Fehler derjenigen Meßwerte verzichtet, die außerhalb des Graphikbereiches liegen. Die Tabellen 3.4a-c fassen die Parameter der Winkelkorrelationsfunktionen der Galaxien im B_J -, R_F - bzw. I_N -Band zusammen. Die angegebenen Helligkeiten bezeichnen das Intervall, welches der Objektauswahl zugrunde liegt, die Winkelangaben beziehen sich hingegen auf den angepaßten Skalenbereich. Die Amplituden A und $A_{0,8} = A|_{\delta=0,8}$ werden für Winkelabstände $[\theta] = ^\circ$ angegeben, für $\delta = 0,8$ nimmt die Integralbeschränkung den Wert $\sigma^2 / A = 0,649$ an.

Die angepaßten Exponenten der Winkelkorrelationsfunktionen sind im Rahmen ihrer Fehler mit dem Ergebnis $\delta \approx 0,8$ aus anderen Untersuchungen [51, 71] verträglich. Die einzige Ausnahme ist in dem Datenintervall $19,5^m < b_J \leq 20,5^m$ zu finden, in dem die Messung diesen Literaturwert erst in der $3,2\sigma$ -Umgebung enthält. Allerdings werden auch in weiteren, ebenfalls auf großen Bereichen des Himmels basierenden Untersuchungen mit $\delta \approx 0,6 - 0,8$ [37] bzw. $\delta \approx 0,7$ [48, 54] vergleichbar kleine Exponenten gefunden, so daß auch dieser Wert akzeptiert werden kann.

Tab. 3.4a: Parameter der Galaxien-Korrelationsfunktionen im B_J -Band.

$b_J / ^m$	N_g	$\lg(\theta_{fit} / '')$	$A / 10^{-3}$	δ	σ^2 / A	$A_{0,8} / 10^{-3}$
]16,5; 17,5]	423	[1,0; 3,8]	69 ± 28	$0,76 \pm 0,16$	0,654	62 ± 12
]17,5; 18,5]	1.035	[0,6; 3,8]	$27,7 \pm 9,7$	$0,80 \pm 0,12$	0,649	$27,4 \pm 4,3$
]18,5; 19,5]	3.236	[0,4; 3,6]	$26,2 \pm 3,4$	$0,749 \pm 0,044$	0,658	$22,6 \pm 1,3$
]19,5; 20,5]	9.312	[0,4; 3,6]	$17,9 \pm 1,2$	$0,727 \pm 0,023$	0,662	$14,43 \pm 0,44$
]20,5; 21,5]	23.650	[1,0; 3,8]	$6,72 \pm 0,43$	$0,769 \pm 0,021$	0,654	$6,15 \pm 0,17$
]21,5; 22,5]	35.000	[0,8; 3,6]	$3,40 \pm 0,29$	$0,760 \pm 0,027$	0,656	$3,02 \pm 0,11$
]22,5; 23,5]	35.000	[0,6; 3,6]	$0,75 \pm 0,21$	$0,869 \pm 0,072$	0,639	$0,94 \pm 0,11$
]23,5; 24,5]	35.000	[0,6; 3,4]	$0,09 \pm 0,11$	$1,10 \pm 0,25$	0,628	$0,28 \pm 0,11$
]24,5; 25,5]	35.000	[0,4; 3,8]	$0,005 \pm 0,012$	$1,63 \pm 0,41$	0,906	$0,22 \pm 0,11$

3 Eigenschaften des Objektkataloges

Tab. 3.4b: Parameter der Galaxien-Korrelationsfunktionen im R_F -Band.

r_F / m	N_g	$\lg(\theta_{fit} / \text{''})$	$A / 10^{-3}$	δ	σ^2 / A	$A_{0,8} / 10^{-3}$
]14,5; 15,5]	317	[1,0; 3,6]	55 ± 32	$0,87 \pm 0,21$	0,636	65 ± 16
]15,5; 16,5]	915	[0,4; 3,6]	$14,4 \pm 7,4$	$0,98 \pm 0,15$	0,628	$23,3 \pm 4,9$
]16,5; 17,5]	2.804	[0,4; 3,6]	$35,9 \pm 4,3$	$0,725 \pm 0,041$	0,663	$29,0 \pm 1,6$
]17,5; 18,5]	8.486	[0,4; 3,6]	$10,48 \pm 0,96$	$0,858 \pm 0,027$	0,640	$12,44 \pm 0,49$
]18,5; 19,5]	22.655	[1,0; 3,8]	$5,63 \pm 0,42$	$0,801 \pm 0,023$	0,649	$5,64 \pm 0,18$
]19,5; 20,5]	35.000	[0,8; 3,4]	$4,36 \pm 0,34$	$0,729 \pm 0,025$	0,662	$3,50 \pm 0,11$
]20,5; 21,5]	35.000	[0,6; 3,6]	$2,26 \pm 0,35$	$0,676 \pm 0,051$	0,673	$1,55 \pm 0,11$
]21,5; 22,5]	35.000	[0,6; 3,6]	$0,35 \pm 0,22$	$0,85 \pm 0,17$	0,642	$0,40 \pm 0,11$
]22,5; 23,5]	35.000	[0,4; 3,8]	$0,20 \pm 0,17$	$0,93 \pm 0,20$	0,634	$0,31 \pm 0,11$

Tab. 3.4c: Parameter der Galaxien-Korrelationsfunktionen im I_N -Band.

i_N / m	N_g	$\lg(\theta_{fit} / \text{''})$	$A / 10^{-3}$	δ	σ^2 / A	$A_{0,8} / 10^{-3}$
]14,5; 15,5]	158	[1,6; 3,8]	34 ± 49	$1,07 \pm 0,54$	0,619	60 ± 35
]15,5; 16,5]	1.121	[0,4; 3,6]	$21,5 \pm 6,3$	$0,977 \pm 0,088$	0,628	$34,5 \pm 4,1$
]16,5; 17,5]	4.164	[0,4; 3,6]	$24,5 \pm 2,6$	$0,765 \pm 0,035$	0,655	$22,2 \pm 1,0$
]17,5; 18,5]	12.723	[1,0; 3,6]	$7,76 \pm 0,71$	$0,832 \pm 0,029$	0,644	$8,52 \pm 0,32$
]18,5; 19,5]	35.000	[1,0; 3,0]	$4,49 \pm 0,51$	$0,730 \pm 0,033$	0,662	$3,55 \pm 0,12$
]19,5; 20,5]	35.000	[1,0; 3,0]	$3,15 \pm 0,70$	$0,639 \pm 0,068$	0,684	$1,83 \pm 0,12$
]20,5; 21,5]	35.000	[0,6; 3,8]	$0,72 \pm 0,23$	$0,811 \pm 0,092$	0,647	$0,75 \pm 0,11$
]21,5; 22,5]	35.000	[0,4; 3,4]	$0,81 \pm 0,26$	$0,794 \pm 0,089$	0,650	$0,80 \pm 0,11$

Neben dem Exponenten ist die Amplitude ein weiteres charakteristisches Merkmal der Korrelationsfunktion, das mit anderen Arbeiten verglichen werden kann. Um diese vergleichende Untersuchung durchführen zu können, ist es zunächst wichtig, die Amplituden auf eine einheitliche Winkelskala zu transformieren. Da sich die Literaturwerte häufig auf Winkel $[\theta] = \text{''}$ beziehen, ist es vorteilhaft, diese Skala als Referenz zu verwenden. Daher werden die in den Tabellen 3.4a-c angegebenen Amplituden $A_{0,8}$ durch Multiplikation mit dem Faktor 60^δ mit $\delta = 0,8$ in dieses Referenzsystem übertragen. Auch die Ergebnisse aus

anderen Arbeiten werden soweit notwendig nach demselben Verfahren skaliert, wobei jeweils die dort angegebenen Exponenten δ verwendet werden.

Darüber hinaus ist es wesentlich, ein einheitliches Helligkeitsmaß für diese Untersuchung zu verwenden. Hierbei kommen zwei konkurrierende Angaben in Betracht, zum einen die Grenzhelligkeit m_2 und zum anderen die Medianhelligkeit m_{med} , die beide etwa gleich häufig verwendet werden. Da in der Literatur unterschiedlich große Helligkeitsintervalle $[m_1; m_2]$ Verwendung finden, ist der Medianwert das für einen Vergleich geeignetere Maß der Helligkeiten. Hierbei tritt jedoch das Problem auf, daß die Medianhelligkeit der Objektstichproben in vielen Arbeiten nicht angegeben wird. Es ist also notwendig, diesen Wert mittels anderer Angaben abzuschätzen. Mit Gleichung 3.1 und der Bedingung für den Median, daß die Teilintervalle $[m_1; m_{med}]$ und $[m_{med}; m_2]$ die gleiche Anzahl von Objekten enthalten, kann folgende Beziehung abgeleitet werden:

$$m_{med} = m_1 + \frac{1}{k} \cdot \lg\left(\frac{1}{2}\right) + \frac{1}{k} \cdot \lg\left(1 + 10^{k(m_2 - m_1)}\right) \quad (3.9)$$

wobei k entsprechend Gleichung 3.1 die Potenz der differentiellen Zählung ist. Für alle praktischen Zwecke kann $k = 0,4$ gesetzt werden, ohne daß m_{med} um mehr als $0,1^m$ vom Sollwert abweicht.

In Abbildung 3.5 werden den auf dem *Stack* gemessenen Korrelationsamplituden verschiedene Literaturergebnisse gegenübergestellt. Die charakteristischen Helligkeiten anderer Arbeiten sind, falls erforderlich, auf die photographischen Bänder transformiert worden, so daß vergleichbare Bezugssysteme vorliegen. Zunächst fällt bei den auf dem *Stack* basierenden Meßwerten auf, daß die beiden hellsten Objektstichproben systematisch kleinere Amplituden aufweisen als eine Extrapolation der Daten bei mittleren Helligkeiten vermuten läßt. Im B_J -Band folgen diese Meßwerte zwar dem Trend der Daten aus [81], da letztere jedoch von den übrigen Literaturergebnissen abweichen, ist die Übereinstimmung des Trends für die beiden hellsten Teilstichproben im B_J von geringer Bedeutung.

Der Befund der systematisch zu kleinen Amplituden bei hellen Galaxien spricht für einen bedeutenden Anteil von unkorrelierten Objekten in diesen Stichproben oder weist auf eine Unvollständigkeit derselben hin. Aufgrund der bevorzugten Klassifikation heller Objekte als Sterne (vgl. Kapitel 2.2.3) kann hier eine erhebliche Kontamination der Galaxienstichprobe mit Sternen ausgeschlossen werden. Andererseits zeigen die Objektzählungen kein systematisches Defizit dieser Galaxien, so daß hier eine Kombination beider Gründe denkbar ist.

Sieht man von den hellsten Galaxienstichproben ab, so erkennt man jeweils eine im Rahmen der Meßunsicherheit gute Übereinstimmung der Meßwerte mit den Literaturergebnissen. Hierbei ist von besonderer Bedeutung, daß die Amplituden auch bei geringen Helligkeiten nicht signifikant von dem Trend der anderen Daten zu kleineren Werten abweichen. Es kann daher davon ausgegangen werden, daß die Stichprobe der Galaxien bei

3 Eigenschaften des Objektkataloges

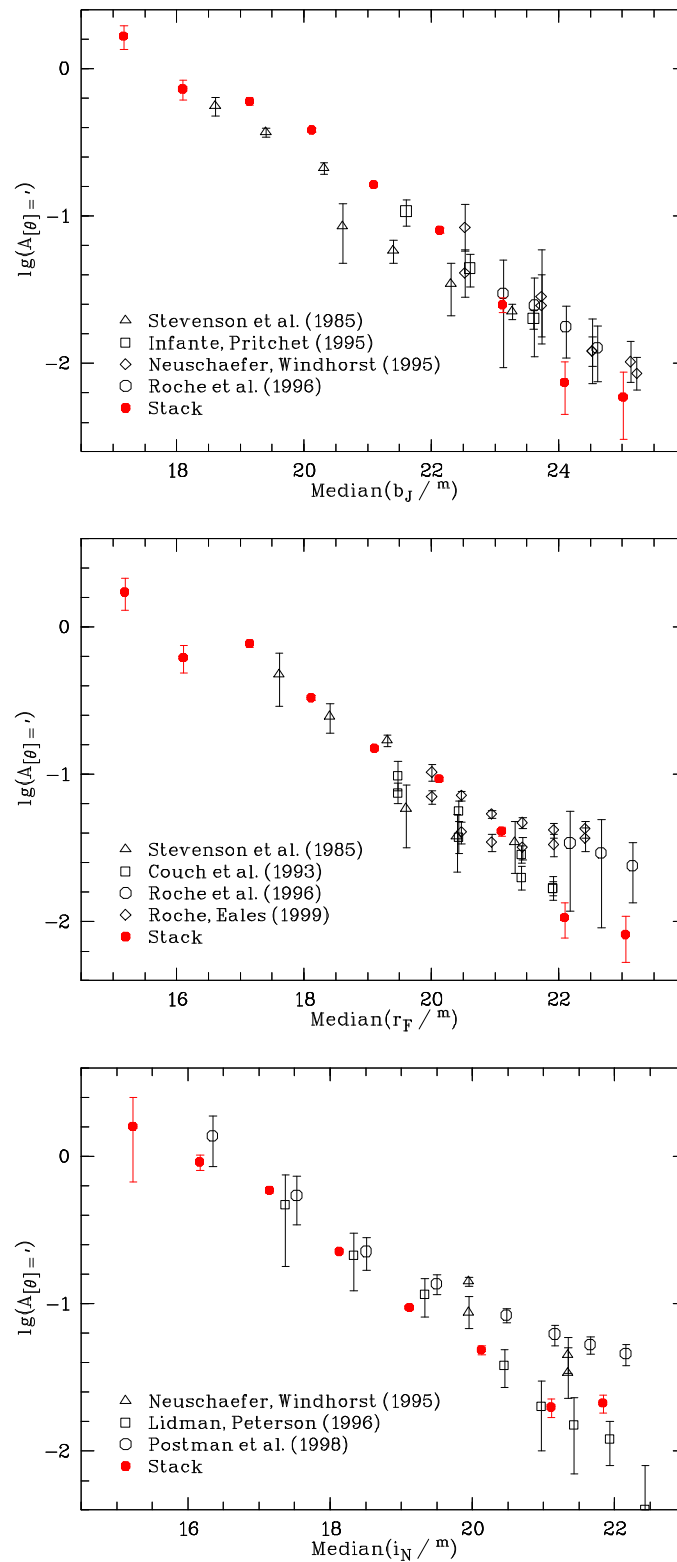


Abb. 3.5: Vergleich der Korrelationsamplituden $A_{0,8}$ mit den Amplituden weiterer Durchmusterungen.

diesen Helligkeiten nur in geringem Umfang durch Rauschobjekte verunreinigt ist. Dies ist insbesondere von Bedeutung, da eine signifikante Beimengung unkorrelierter Katalogeinträge in diesem Helligkeitsbereich die Suche nach entfernten Galaxienhaufen zusätzlich erschweren würde.

Diese Korrelationsuntersuchungen in den drei photometrischen Bändern bestätigen zusammengenommen die Vergleichbarkeit der hier verwandten Galaxienstichprobe mit weiteren Datensätzen, was eine wesentliche Grundlage für die weiteren Untersuchungen ist. Die nachgewiesene kleinere Korrelationsamplitude für die hellsten Teilmengen der Galaxien weisen auf ein Defizit dieser Teil-Stichprobe hin. Wegen des deutlichen Dichtekontrastes von nahen Galaxienhaufen zum Feld ist dies für die Suche nach diesen Haufen jedoch von geringer Bedeutung. Die Korrelationsfunktionen der fernen Galaxien zeigen hingegen keinen signifikanten Unterschied zu der anderer Stichproben, so daß der überwiegende Teil dieser Objektstichprobe mit den Daten weiterer Untersuchungen kompatibel ist.

4 Der Haufen-Suchalgorithmus

Die große Bedeutung, die signifikante Ergebnisse und damit die Signifikanztests [...] gewonnen haben, verstellt zum Teil den Blick auf andere wichtige Aspekte, zum Beispiel, ob das statistisch signifikante Ergebnis überhaupt irgendeine Frage von Relevanz beantwortet.

Hans-Peter Beck-Bornholdt, Hans-Hermann Dubben,
Der Hund, der Eier legt

4.1 Das Verfahren

Die klassische Methode der Galaxienhaufensuche basiert auf der visuellen Inspektion photographischer Daten [1, 2, 30, 89]. Hierbei wird die Galaxiendichte auf den Photoplaten ggf. unter Zuhilfenahme optischer Instrumente mit dem Auge untersucht, um einen Katalog von Haufenkandidaten zu erstellen. Durch die Anwendung ergänzender Kriterien z. B. bezüglich der Helligkeiten und der räumlichen Verteilung der Objekte soll hierbei sichergestellt werden, daß eine möglichst wohldefinierte Stichprobe erzeugt wird.

Die visuelle Untersuchung des Bildmaterials birgt aufgrund des menschlichen Einflusses die Gefahr, inhomogene Auswahleffekte in der Haufenstichprobe zu erhalten. Vom Standpunkt der Homogenität ausgehend, ist daher der Einsatz von Computern mit wohldefinierten Algorithmen zu bevorzugen. In der Literatur werden verschiedene Verfahren diskutiert, Galaxienhaufen mit automatischen Algorithmen zu identifizieren. Die Methoden reichen hierbei von Untersuchungen der Galaxien-Zählungen in festen Zellen [79] bis zur Ermittlung von Wahrscheinlichkeitsdichten, welche die räumliche Verteilung der Galaxien und photometrische Informationen simultan auswerten (*Matched-filter-Algorithmus*) [44, 67]. Für sehr ferne Galaxienhaufen, deren Objekte nicht mehr individuell nachzuweisen sind, wird darüber hinaus vorgeschlagen, Fluktuationen der Flächenhelligkeit des Himmels-hintergrundes zur Haufensuche zu verwenden [15].

Wegen der Eigenschaften des *Stack* ist die Anwendung elaborierter Suchalgorithmen hier problematisch. Die Granulation des photographischen Datensatzes und die daraus resultierende Unsicherheit in der Bestimmung des lokalen Hintergrundes macht die Haufensuche über Flächenhelligkeitsfluktuationen unmöglich. Darüber hinaus erschweren die statistischen

Fehler der Photometrie die Anwendung eines *Matched-filter*-Algorithmus, da diese u. a. auf der Auswertung photometrischer Daten basieren.

Die Filter-Methoden verwenden theoretische Modelle, anhand derer die Gewichtsfunktionen oder Filter für die Verteilung und Helligkeiten der Galaxien in einem Haufen berechnet werden. Die Anwendung der variablen Gewichtsfunktionen kann den Kontrast von Galaxienhaufen gegenüber Feld-Galaxien erhöhen. Da die Filter von der Rotverschiebung abhängen, wird außerdem ein Erwartungswert für die Rotverschiebung eines Galaxienhaufens berechnet. Andererseits setzen diese Verfahren mittelbar über die Verwendung theoretischer Modelle die Kenntnis von Galaxienhaufen-Eigenschaften voraus, was wiederum die Gefahr birgt, Auswahleffekte in der Haufenstichprobe zu erhalten.

Aus diesen Gründen wird für die Galaxienhaufensuche auf dem *Stack* das Verfahren der direkten Untersuchung von Galaxien-Flächendichten bevorzugt. Ein weiterer Grund für die Wahl dieser Methode ist die Notwendigkeit, auf dem photographischen Datensatz verschiedene Regionen auszuschließen (vgl. Kapitel 2.2.2). Die so entstehenden Löcher in der untersuchten Fläche lassen sich bei der Ermittlung von Flächendichten bis zu einem gewissen Grade korrigieren. Es ist zu erwarten, daß *Matched-filter*-Verfahren hier wegen der simultanen Auswertung der Objektverteilung und photometrischer Informationen zumindest in speziellen Situationen fehleranfälliger sind. Beispielsweise führt eine Ausschlußregion, welche ein Haufenzentrum überdeckt, dazu, daß die am stärksten gewichteten dichten Bereiche des Haufens, welche gleichzeitig die hellsten Galaxien enthalten, nicht zu einer erhöhten Wahrscheinlichkeitsdichte beitragen können.

Der für den *Stack* entwickelte Galaxienhaufen-Suchalgorithmus erstellt zunächst auf Grundlage der *BRI*-Objekttabellen eine Galaxien-Dichtekarte. Zu diesem Zweck werden aus dem Satz der Eingabetabellen die Positionen derjenigen Objekte gelesen, die

- die Klassifikationskriterien für Galaxien erfüllen und
- nicht in ausgeschlossenen Regionen liegen.

Da MIDAS die Möglichkeit bietet, Tabellenzeilen mit Auswahlmarkierungen zu versehen, was die Beschränkung einer tabellarischen Objektliste auf Teilstichproben vereinfacht, werden außerdem nur Galaxien berücksichtigt, die als ausgewählt markiert sind. Durch Zählen dieser Galaxien in quadratischen Zellen, deren Größe über einen Parameter variiert werden kann, wird nun die Dichtekarte berechnet.

Da Galaxien in Ausschlußregionen im allgemeinen nicht für die Haufensuche herangezogen werden, ist es notwendig, die Galaxienanzahl in Zellen, die teilweise mit derartigen Regionen überlappen, zu korrigieren. Zu diesem Zweck wird das Maskenbild dazu verwandt, für jede Zelle den Korrekturfaktor aus dem Verhältnis von nutzbarer zu voller

Fläche zu berechnen. Ist dieser Flächen-Füllfaktor f_i kleiner als eins, wird das Zählergebnis N_i^{orig} korrigiert, wobei zwei Fälle unterschieden werden:

$$N_i^{corr} = \begin{cases} N_i^{orig} / f_i & \text{falls } 1 \geq f_i \geq 0,5 \\ N_i^{orig} + (1 - f_i) \cdot \langle N^{orig} \rangle & \text{sonst} \end{cases} \quad (4.1)$$

wobei $\langle N^{orig} \rangle$ die über alle Zellen mit $f_i = 1$ gemittelte Galaxiendichte ist. Im ersten Fall wird das Zählergebnis also auf die vollständige Fläche extrapoliert, während es andernfalls entsprechend des Füllfaktors um den Mittelwert ergänzt wird. Dieses zweite Korrekturverfahren ist sinnvoll, um bei geringen lokalen Objektdichten und kleinem f_i nicht zufällig überkorrigierte Dichten zu erhalten.

Eine mögliche Variation der Galaxiendichte auf großen Skalen erschwert die Anwendung eines globalen Dichtekriteriums zur Auswahl der Galaxienhaufen. Aus diesem Grund wird im Standardfall für jede Zelle der lokale Hintergrund aus dem Mittelwert über $n_{bg} \cdot n_{bg}$ Zellen berechnet und durch die mittlere Dichte $\langle N^{orig} \rangle$ ersetzt. Darüber hinaus ist es sinnvoll, die Dichtekarte auch auf kleinen Skalen zu glätten, um fließende Übergänge zwischen benachbarten Zellen zu erhalten. Im Gegensatz zu der großräumigen Glättung wird die kleinskalige durch Summation der Galaxienanzahl in $n_{sm} \cdot n_{sm}$ Zellen realisiert. Man erhält die geglätteten Zählergebnisse N_i^{sm} . Die Größe n_{sm} des Bereiches, über den auf kleinen Skalen geglättet wird, kann durch einen Parameter gesteuert werden, während n_{bg} durch die empirische Beziehung

$$n_{bg} = 14 \cdot n_{sm} - 1 \quad (4.2)$$

daraus abgeleitet wird. Durch die Beschränkung von n_{sm} auf ungerade, natürliche Zahlen ist sichergestellt, daß n_{bg} ebenfalls ungerade ist.

Da die Berechnung des lokalen Mittelwertes über einen sehr großen Bereich erfolgt, ist es nicht sinnvoll, die Dichtekarte auf die Fläche einzuschränken, für die der Hintergrund über volle n_{bg}^2 Zellen berechnet werden kann. Daher wird der lokale Mittelwert in Randnähe nur über die verfügbaren Zellen ermittelt. Im Gegensatz dazu erfolgt die Summation der Zählergebnisse über einen sehr viel kleineren Bereich. Hier wird auf die Extrapolation der Dichten für die randnahen Zellen verzichtet, so daß der geglättete Datensatz an jedem Rand um $(n_{sm} - 1) / 2$ Zellen kleiner ist, als die ursprüngliche Dichtekarte.

Die eigentliche Suche nach Galaxienhaufen erfolgt nun mittels der geglätteten Dichtekarte und unter Verwendung einer Dichteschranke N_{lim}^{sm} , die aus statistischen Überlegungen abgeleitet wird (s. Kapitel 4.2). Zunächst wird für jede Region aus benachbarten Zellen mit $N_i^{sm} \geq N_{lim}^{sm}$ der äußere Rand ermittelt und markiert, wobei die Nachbarschaft einer Zelle in der $3 \cdot 3$ Umgebung wiederum über acht weitere Zellen definiert wird. Neben der

Anordnung ist hierbei zunächst auch die Anzahl benachbarter Zellen in einer Region erhöhter Galaxiendichte beliebig. Erst in einem weiteren Schritt werden die eingegrenzten Gebiete dann auf die Gesamtzahl von Zellen geprüft, die das abgeleitete Dichtekriterium erfüllen. Besteht eine Region mindestens aus der geforderten Anzahl von m_{cell} Zellen, die jeweils wenigstens N_{lim}^{sm} Galaxien enthalten, so wird dieselbe als Kandidat eines Galaxienhaufens angesehen.

Um weitere Untersuchungen und die Bearbeitung der Stichprobe zu erleichtern, werden verschiedene Dateien ausgegeben. Zum einen wird eine tabellarische Liste der gefundenen Haufen erstellt, die verschiedene Charakteristika aller Kandidaten zusammenfaßt und als Referenz für das Auffinden der entsprechenden Regionen auf der Dichtekarte dient. Diese Tabelle enthält außerdem alle eingegebenen und die relevanten, berechneten Parameter des aktuellen Suchdurchganges. Zum anderen wird für jeden Kandidaten eine Tabelle aus der *BRI*-Objektliste extrahiert, welche sämtliche Informationen zu den Galaxien enthält, die der jeweiligen Haufendetektion zugrunde liegen. Darüber hinaus werden mehrere Bilder ausgegeben, welche u. a. die Galaxien-Dichtekarten in verschiedenen Bearbeitungszuständen enthalten.

4.2 Die Dichteschranke

Ein grundlegendes Problem bei der Galaxienhaufensuche mittels der Untersuchung von Galaxien-Flächendichten ist die Wahl einer geeigneten Dichteschranke für die Akzeptanz der Kandidaten. Das übliche Berechnungsverfahren dieser Schranke N_{lim} erfolgt über den mittleren Hintergrund $\langle N_{bg} \rangle$, welcher für ausreichend große Datensätze proportional zu dem Mittelwert über alle Zellen $\langle N \rangle$ ist:

$$N_{lim} = c_{lim}^{bg} \cdot \langle N_{bg} \rangle = c_{lim} \cdot \langle N \rangle \quad (4.3)$$

wobei der Faktor c_{lim}^{bg} bzw. c_{lim} so zu wählen ist, daß möglichst alle Galaxienhaufen entdeckt und zufällige Fluktuationen der Objektdichte sicher ausgeschlossen werden. Somit ist die Wahl des Faktors c_{lim} der kritische Punkt in der Berechnung der Dichteschranke: Da das Zählergebnis in der i -ten Zelle unter Vernachlässigung der Flächenkorrektur und großskaligen Glättung $N_i \in \mathbb{N}_0$ ist, während N_{lim} , $\langle N \rangle$ und $c_{lim} \in \mathbb{R}^+$ sind, führt ein festes c_{lim} für verschiedene Suchdurchgänge mit differierendem Mittelwert $\langle N \rangle$ zu einer variierenden Detektionswahrscheinlichkeit. Gerade diese Wahrscheinlichkeit sollte jedoch nicht beliebig groß werden, da sonst die Gefahr wächst, statistische Fluktuationen des Galaxienhintergrundes als Haufenkandidaten zu akzeptieren.

Es ist daher vorteilhaft, statt eines Dichtekriteriums ein Wahrscheinlichkeitskriterium zu verwenden: Mit

$$P(N_i \geq N_{lim}) \leq P_{lim} \quad (4.4)$$

wird die maximale Wahrscheinlichkeit des Auftretens eines Zählergebnisses größer als oder gleich der Dichteschranke vorgegeben. Da es bei der Suche nach realen Galaxienhaufen wesentlich ist, statistische Fluktuationen der Galaxiendichte nicht als Haufen zu akzeptieren, ist es sinnvoll, die gemessene Verteilung der Galaxien mit einer Zufallsverteilung der gleichen Anzahl von Objekten zu vergleichen. Eine derartige Zufallsverteilung von Objekten in räumlichen Zellen gehorcht der POISSON-Statistik. Somit kann über die Verteilungsfunktion

$$p_k = \frac{\lambda^k}{k!} \cdot e^{-\lambda} \quad (4.5)$$

mit $\lambda = \langle N \rangle$ und mittels des Additionssatzes

$$P(k \leq k_{max}) = \sum_{k=0}^{k_{max}} p_k \quad (4.6)$$

die Wahrscheinlichkeit berechnet werden, daß ein Zählergebnis k in dem Intervall $[0, k_{max}]$ liegt. Hieraus folgt mittels

$$\begin{aligned} P(k > k_{max}) &= P(k \geq k_{max} + 1) \\ &= 1 - P(k \leq k_{max}) \end{aligned} \quad (4.7)$$

unmittelbar die Wahrscheinlichkeit des Auftretens eines Zählergebnisses größer als die Schranke k_{max} .

Durch sukzessive Erhöhung des Parameters k_{max} um 1 kann nun die Dichteschranke ermittelt werden. Ist für ein k_{max} diese Wahrscheinlichkeit $P(k > k_{max})$ kleiner oder gleich der Wahrscheinlichkeitsgrenze P_{lim} , folgt

$$N_{lim} = k_{max} + 1 \quad (4.8)$$

Somit ist es möglich, die Dichteschranke aus einer Wahrscheinlichkeitsbetrachtung abzuleiten, was zu einer besseren Vergleichbarkeit von Suchergebnissen über einen weiten Bereich von mittleren Galaxiendichten $\langle N \rangle$ führt. Hierbei ist von besonderer Bedeutung, daß ein fester Parameter vorzugeben ist, der es dennoch erlaubt, der besonderen Eigenschaft der POISSON-Verteilung Rechnung zu tragen.

Die oben ausgeführten Betrachtungen gelten nur für Zählergebnisse in einzelnen Zellen. Um die Kontur eines Galaxienhaufens besser einzugrenzen und um Haufen besser von statistischen Fluktuationen der Galaxiendichte trennen zu können, ist es jedoch sinnvoll,

mehrere Zellen in das Auswahlkriterium einzubeziehen. Die geforderte Anzahl benachbarter Zellen, die jeweils ein Zählergebnis oberhalb der Dichteschranke aufweisen müssen, wird im Folgenden mit m_{cell} bezeichnet, wobei die Nachbarschaft einer Zelle hier über acht weitere Zellen definiert wird.

Für eine (eindimensionale) Serie statistisch unabhängiger Messungen ist die Gesamtwahrscheinlichkeit des Auftretens von m_{cell} speziellen Werten in Folge die m_{cell} -te Potenz der Einzelwahrscheinlichkeit. Im Gegensatz dazu ist die Gesamtwahrscheinlichkeit im vorliegenden Fall jedoch für eine beliebige zweidimensionale Anordnung der m_{cell} Zellen zu berechnen. Erschwerend kommt hinzu, daß die einzelnen Meßergebnisse wegen einer über $n_{sm} \cdot n_{sm}$ Zellen durchgeführten Glättung der Dichtekarte statistisch nicht vollständig voneinander unabhängig sind. Da die in der Literatur dargestellte Kombinatorik keine für einen dieser Fälle gültige Lösung angibt, muß hier eine Näherung angewandt werden:

Sei m_{cell} zunächst das Quadrat einer ganzen Zahl. Dann ist für eine Anzahl von m_{cell} Zellen, die alle dem Dichtekriterium genügen, die Anordnung, welche die wenigsten unabhängigen Zählergebnisse enthält, offensichtlich ein Quadrat der Seitenlänge $\sqrt{m_{cell}}$. Berücksichtigt man nun, daß die Anzahl der ursprünglichen Zellen, auf denen diese Anordnung wegen der Glättung beruht, in jeder der beiden Richtungen um $n_{sm} - 1$ größer ist, so kann die Anzahl unabhängiger Messungen m_{ind} folgendermaßen abgeschätzt werden:

$$m_{ind} = \left(\sqrt{m_{cell}} + n_{sm} - 1 \right)^2 / n_{sm}^2 \quad (4.9)$$

Obwohl diese Berechnung nur für solche m_{cell} gilt, die Quadrate ganzer Zahlen sind, wird diese Formel auch auf andere Werte übertragen. Eine bessere Abschätzung erforderte hier eine aufwendige, individuelle Ermittlung der Anordnung mit der minimalen Anzahl unabhängiger Meßergebnisse. Exemplarische Untersuchungen zeigen jedoch, daß obiges Ergebnis eine gute Näherung für den allgemeinen Fall ist.

Berücksichtigt man die Abschätzung der Anzahl statistisch unabhängiger Zählergebnisse nach Gleichung 4.9, so kann man unmittelbar auf die Gesamtwahrscheinlichkeit des Auftretens von m_{cell} benachbarten Zellen schließen, die jeweils höchstens mit der Einzelwahrscheinlichkeit P_1 vorkommen:

$$P_{m_{cell}}(k > k_{max}) = \left(P_1(k > k_{max}) \right)^{m_{ind}} \quad (4.10)$$

mit $P_1(k > k_{max}) = P(k > k_{max})$. Vergleicht man nun diese kumulative Wahrscheinlichkeit mit der geforderten Gesamtwahrscheinlichkeitsschranke P_{lim} , kann man die Dichteschranke wiederum über die sukzessive Erhöhung von k_{max} berechnen.

Obwohl die korrigierte und geglättete Galaxien-Dichtekarte reelle Werte enthält und somit nicht mehr der POISSON-Statistik gehorcht, werden die obigen Wahrscheinlichkeitsbetrachtungen auch hier angewandt. Da die Dichtekarte auf diskreten Zählergebnissen von

Galaxien in Zellen basiert, ist dieses Vorgehen zumindest für den statistischen Vergleich mit einer Zufallsverteilung von Objekten zulässig. Für diesen konkreten Fall wird der Parameter der POISSON-Verteilung $\lambda = \langle N^{sm} \rangle$ gesetzt, wobei $\langle N^{sm} \rangle$ wiederum nur über diejenigen Zellen berechnet wird, die mit keiner ausgeschlossenen Region überlappen. Sowohl P_{lim} als auch m_{cell} werden als Parameter vorgegeben, so daß die Dichteschranke N_{lim}^{sm} nach dem oben beschriebenen Verfahren abgeleitet werden kann.

Über die genutzte Fläche der Dichtekarte, ausgedrückt in Einheiten der Zellenfläche, kann mit der Wahrscheinlichkeit $P_{m_{cell}}(k > k_{max})$ auch die erwartete Anzahl von Kandidaten in einer Zufallsverteilung von Objekten abgeschätzt werden. Diese Größe vereinfacht einerseits die Wahl einer geeigneten Wahrscheinlichkeitsschranke für die Haufensuche, andererseits läßt sich aus diesem Wert ein Anhaltspunkt für die Anzahl fehlerhafter Haufendetektionen für einen konkreten Suchdurchgang in den *Stack*-Daten ableiten.

4.3 Die Parameter

Wie schon in den vorangegangenen Abschnitten dargestellt wurde, besteht die Möglichkeit, den Galaxienhaufen-Suchalgorithmus durch einige Parameter zu steuern. Das Ziel der Wahl dieser Suchparameter muß es sein, das Verhalten des Algorithmus so zu beeinflussen, daß eine möglichst vollständige und signifikante Stichprobe von Galaxienhaufen erstellt wird. Die Steuerung der Suchcharakteristik erfolgt über sechs Parameter, deren Einfluß und Standardwerte im folgenden dargestellt werden.

Zellgröße

Die Größe der Zellen in den Dichtekarten muß möglichst variabel sein, um Galaxienhaufen verschiedener Entfernung und Ausdehnung mit einem Algorithmus finden zu können. Da jedoch die Gesamtzahl der Zellen und damit auch der Speicherbedarf interner Datenfelder von diesem Parameter abhängt, wird die minimale Größe der Zellen auf $cs_{min} = 16$ *Pixel* des *Stack*, entsprechend ca. 17,2" festgelegt. Die Verwendung der *Pixel*-Größe des photographischen Bildmaterials als Referenz für die Zellenausdehnung ist willkürlich, erleichtert allerdings den Vergleich der Dichtekarten mit der Maske der Ausschlußregionen.

Ausgehend von der Referenz kann die Größe der Zellen über den Parameter f_{cs} geändert werden, wobei die Zellgröße cs durch $cs = f_{cs} \cdot cs_{min}$ berechnet wird. Der Faktor f_{cs} wird hierbei auf reelle Werte eingeschränkt, die größer oder gleich eins sind, um die minimale Größe der Zellen nicht zu unterschreiten. Verwendet man für diesen Parameter ganzzahlige Vielfache von 1/16, so orientieren sich die Zellen an den *Pixeln* des photographischen Datensatzes. Obwohl dieses Vorgehen nicht notwendig ist, erleichtert es z. B. die Zu-

sammenfassung mehrerer Suchdurchgänge mit verschiedenen Zellgrößen. Im Anhang D werden die für verschiedene Entfernungsbereiche verwandten Sätze des Faktors f_{cs} angegeben.

Glättungsbereich

Ziel der Glättung ist es, kleinskalige Fluktuationen der Galaxiendichte auszugleichen. Dies ermöglicht u. a., dem Verlauf der Galaxiendichte leichter folgen zu können und die Konturen von Galaxienhaufen besser einzugrenzen. Die Anzahl n_{sm} der Zellen, über die die Glättung der Galaxiendichte ausgeführt wird, ist direkt über einen Parameter zugänglich, der auch die Größe des Bereiches indirekt steuert, der für die Glättung auf großen Skalen verwandt wird (s. Gleichung 4.2). Der Wert dieses Parameters wird auf ungerade, natürliche Zahlen beschränkt und definiert die Seitenlänge des quadratischen Glättungsbereiches um jede Zelle.

Testberechnungen zeigen, daß schon mit der kleinstmöglichen, nichttrivialen Ausdehnung des Glättungsbereiches von 3 Zellen ausreichend glatte Dichtekarten erzeugt werden. Da größere Werte dazu führen könnten, kleine Strukturen und somit z. B. kompakte Haufen zu verwischen, wird dieser Parameter im Standardfall auf $n_{sm} = 3$ gesetzt.

Wahrscheinlichkeitsschranke

Der wichtigste Parameter des Suchalgorithmus ist die maximale Wahrscheinlichkeit P_{lim} des Auftretens einer Region aus m_{cell} Zellen, welche als Haufenkandidat akzeptiert wird. Durch diesen Wert wird indirekt eine Grenze der Galaxiendichte vorgegeben, welche für die Suche nach Haufenkandidaten durch die Untersuchung von Objektdichten unerlässlich ist. Der Vorteil der Methode, eine Wahrscheinlichkeitsschranke statt einer Dichteschranke anzuwenden, beruht auf der statistischen Berücksichtigung der mittleren Galaxiendichte unter Einbeziehung der erforderlichen Mindestanzahl von Zellen pro Haufenkandidat.

Für die Wahl des Standardwertes wird der Suchalgorithmus auf mehrere Zufallsverteilungen und auf differierende Teilstichproben der Galaxien aus den *BRI*-Objekttabellen angewandt. Diese Untersuchungen führen zu dem Standardwert der Wahrscheinlichkeitsschranke von $P_{lim} = 1,0 \cdot 10^{-5}$. Wesentliches Kriterium ist hierbei die Notwendigkeit, statistische Fluktuationen der Objektdichte nicht als Haufenkandidat zu akzeptieren. Andererseits ist dieser Wert offenbar noch ausreichend groß, um möglichst wenige der tatsächlichen Haufen auszuschließen (s. a. Kapitel 5.2).

Haufenausdehnung

Die minimale Anzahl m_{cell} benachbarter Zellen, welche jeweils das vorgegebene Dichtekriterium erfüllen müssen, ist ein weiteres, für die Definition der Haufenkandidaten wesent-

liches Kriterium. Je größer dieser Parameter gewählt wird, desto mehr Zellen muß eine Region erhöhter Objektdichte umfassen, um als Haufen akzeptiert zu werden.

Wegen der Glättung der Dichtekarte über $n_{sm} \cdot n_{sm}$ Zellen ist es sinnvoll, die Haufenausdehnung $m_{cell} > n_{sm}^2$ zu wählen. Andernfalls könnte ein einzelnes, sehr großes Zählergebnis in der ursprünglichen Dichtekarte zu der Detektion eines Kandidaten in den geglätteten Daten führen. Darüber hinaus kann ein zu großer Wert die Detektion kompakter Haufen bei gegebener Zellgröße verhindern. Daher wird im Regelfall (d. h. für einen Glättungsbereich von $n_{sm} = 3$) eine Haufenausdehnung von mindestens $m_{cell} = 12$ Zellen gefordert. Dies führt zu einem minimalen Winkeldurchmesser der Haufenkandidaten von rund $1,1'$, was etwa um einen Faktor 3 kleiner ist als die Ausdehnung potentieller ABELL-Haufen bei $z = 1$, deren Radius r_A über die Beziehung $r_A = 1,7' / z$ zugänglich ist (vgl. Anhang D).

Regionsstatus

Für die Erstellung einer möglichst homogenen Galaxienhaufen-Stichprobe ist es i. allg. notwendig, nur Galaxien in die Suche einzubeziehen, die nicht in Ausschlußregionen des *Stack* liegen (vgl. Kapitel 2.2.2). Abweichend hiervon kann es in besonderen Fällen sinnvoll sein, ausgeschlossene Regionen bei der Anwendung des Suchalgorithmus zu berücksichtigen. Auf diese Weise kann, z. B. mittels eines simulierten Datensatzes, der Einfluß der Zählungskorrektur auf das Suchergebnis ermittelt werden.

Da der Status der Ausschlußregionen des *Stack* nach der Bedeutung des jeweiligen Ausschlußgrundes gestaffelt ist, kann ein maximal zulässiger Regionsstatus rs_{max} angegeben werden. Es werden jeweils alle Objekte, die in Regionen mit einem Status kleiner gleich rs_{max} liegen, für die Suche nach Haufenkandidaten herangezogen. Im Standardfall wird die Suche nach Galaxienhaufen allerdings ausschließlich in Regionen durchgeführt, die nicht ausgeschlossen sind und daher mit dem Regionsstatus $rs_{max} = 0$ zugänglich sind.

Hintergrundmodus

Um die Anwendung einer globalen Dichteschranke für die Auswahl der Haufenkandidaten zu ermöglichen, ist es i. allg. notwendig, großräumige Strukturen in den Galaxien-Dichtekarten auszugleichen. Bei der Suche nach nahen und daher ausgedehnten Haufen kann diese Korrektur allerdings hinderlich sein, da gerade diese Objektkonglomerate die großflächige Struktur beeinflussen. Aus diesem Grund ist es möglich, die Korrektur der lokalen Hintergrunddichte durch den Parameter $bg = \text{ORIG}$ zu unterdrücken. Alle anderen Eingaben werden als der Standard $bg = \text{CORR}$ interpretiert.

Diese sechs Parameter gestatten es, den Suchalgorithmus so zu steuern, daß allen auftretenden Erfordernissen Rechnung getragen werden kann. Soweit im folgenden keine weiteren Angaben gemacht werden, finden jeweils die Standardeinstellungen Anwendung.

5 Untersuchung simulierter Daten

*O sprich mir nicht von jener bunten Menge,
Bei deren Anblick uns der Geist entflieht.
Verhülle mir das wogende Gedränge,
Das wider Willen uns zum Strudel zieht.
Nein, führe mich zur stillen Himmelsenge,
Wo nur dem Dichter reine Freude blüht,
Wo Lieb und Freundschaft unsres Herzens Segen
Mit Götterhand erschaffen und erpflegen.*

Johann Wolfgang von Goethe, Faust

5.1 Der simulierte Datensatz

Wegen der bekannten Zusammensetzung sind simulierte Daten besonders geeignet, die Eigenschaften des Galaxienhaufen-Suchalgorithmus zu untersuchen und darüber hinaus geeignete Parameter für die Steuerung der Haufensuche zu bestimmen. Eine wesentliche Voraussetzung ist allerdings, daß die Eigenschaften der simulierten Galaxienstichprobe mit denen vergleichbar sind, die in dem auf dem *Stack* basierenden Datensatz gefunden werden. Außerdem ist eine zumindest begrenzte Vergleichbarkeit mit ähnlichen Daten aus der Literatur wünschenswert, um die Qualität des vorliegenden Algorithmus besser beurteilen zu können.

Der hier verwandte simulierte Datensatz basiert auf einem Testdatensatz, der für die Untersuchung eines *Matched-filter*-Algorithmus erzeugt wurde [44]. Diese ursprünglichen Daten weisen vergleichbare Eigenschaften mit den Objektlisten auf, welche als Ausgabe des *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) zu erwarten sind. Aus diesem Grund enthält der Datensatz nur Objekte bis zu einer Helligkeit $r' \approx 23,5^m$ und simulierte Galaxienhaufen bis zu einer Rotverschiebung von $z = 0,5$. Da sich sowohl die Grenzhelligkeit als auch die Grenzrotverschiebung des photographischen Datensatzes deutlich von diesen Werten des SDSS unterscheiden, ist die Verwendung der ursprünglichen simulierten Testdaten nur für einen Vergleich der konkurrierenden Algorithmen sinnvoll. Für Untersuchungen, die einen Bezug zu den photographischen Daten aufweisen sollen, wird statt dessen ein modifizierter Testdatensatz verwandt, der von J. Kepner speziell für einen Vergleich mit der auf dem *Stack* basierenden Galaxienstichprobe hergestellt wurde [45]:

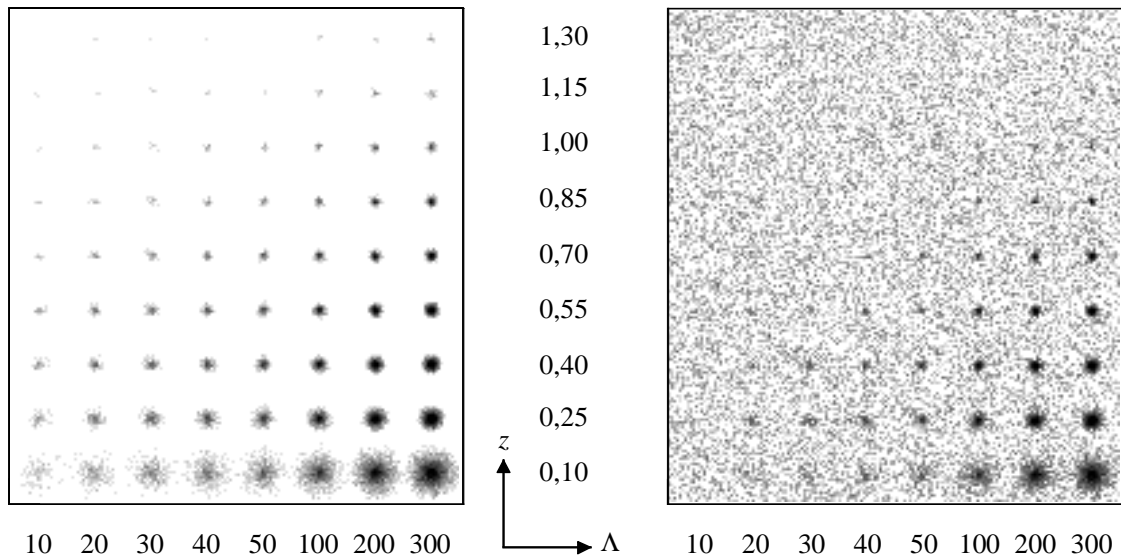


Abb. 5.1: Dichtekarten der simulierten Galaxienhaufen (links) und des gesamten Datensatzes (rechts). Es wird jeweils dieselbe logarithmische Skala über dem mittleren Hintergrund verwandt.

Der vorliegende simulierte Datensatz besteht aus 72 Galaxienhaufen, welche in ein Feld zufällig verteilter Galaxien eingebettet sind. Die Haufen überdecken einen Bereich von Gruppen mit einer Gesamtleuchtkraft $L_{tot} = 10 \cdot L^*$ bis zu reichen Galaxienhaufen mit $L_{tot} = 300 \cdot L^*$ und korrespondieren etwa mit ABELL-Haufen der *Richness*-Zählung 7 bis 200 entsprechend der *Richness*-Klassen $\ll 0, \dots, \sim 4$. Die Entfernungsverteilung der Galaxienhaufen reicht von der Rotverschiebung $z = 0,10$ bis $z = 1,30$, wobei Rotverschiebungsschritte von $\Delta z = 0,15$ verwendet werden. Die simulierten Haufen sind auf einem $8 \cdot 9$ Gitter mit einem Abstand von je $0,4^\circ$ angeordnet (s. Abbildung 5.1), um die weitere Analyse zu erleichtern. Konstante Rotverschiebungen sind in einer Zeile zu finden, wobei z von unten nach oben zunimmt. Die Größe der Haufen ist in einer Spalte konstant und nimmt von links nach rechts die Werte $\Lambda = L_{tot}/L^* = 10, 20, 30, 40, 50, 100, 200$ und 300 an.

Die Leuchtkraftfunktion der simulierten Galaxienhaufen wird durch eine SCHECHTER-Funktion [75]

$$\varphi(L) dL = \varphi^* \cdot \left(\frac{L}{L^*}\right)^{-\alpha} e^{-L/L^*} d\left(\frac{L}{L^*}\right) \quad (5.1)$$

beschrieben, die mittels der Beziehung $M - M^* = -2,5 \lg(L/L^*)$ in das Magnituden-System transformiert werden kann. Es werden die Parameter $\alpha = 1,1$ [44] und $M^* = -20,5$ [45]

verwendet. Das normierte Haufen-Dichteprofil $\rho(r)/\rho_0$ wird durch ein modifiziertes, sphärisches PLUMMER-Gesetz der Form

$$\rho(r)/\rho_0 = \begin{cases} \left(1 + r^2/r_{core}^2\right)^{-1} - \left(1 + r_{max}^2/r_{core}^2\right)^{-1} & \text{falls } r \leq r_{max} \\ 0 & \text{sonst} \end{cases} \quad (5.2)$$

mit $r_{max} = 1 h^{-1} \text{ Mpc}$ und $r_{core} = 0,1 \cdot r_{max}$ gegeben. Die Feldgalaxienpopulation wird zufällig in einem dreidimensionalen Volumen erzeugt, die Anzahl und absolute Leuchtkraft dieser Galaxien werden von einer SCHECHTER-Funktion mit der Feldnormierung $\phi^* = 1,08 \cdot 10^{-2} h^3 \text{ Mpc}^{-3}$ abgeleitet [44]. Die Transformation zwischen Entfernungen und Rotverschiebungen erfolgt mittels der kosmologischen Parameter

$$H_0 = 70 \frac{\text{km}}{\text{s Mpc}}, \quad \Omega_0 = 0,35, \quad \Omega_\Lambda = 0,65 \quad (5.3)$$

Jeder Galaxie wird abhängig von ihrer Zugehörigkeit zur Haufen- bzw. Feldpopulation zufällig ein HUBBLE-Typ zugeordnet, so daß die in Tabelle 5.1 zusammengefaßten Verteilungen reproduziert werden. Diese Verteilungen basieren auf Ergebnissen verschiedener Arbeiten, die eine spiralgalaxienreiche Feldpopulation im Gegensatz zu ellipsenreichen Haufenpopulationen dokumentieren [6]. Die hier zugrundegelegte Häufigkeit der Typen für Haufengalaxien repräsentiert eine mittlere Population zwischen spiralreichen und spiralarmlen Galaxienhaufen. Auf diese Weise wird der differierenden Zusammensetzung zwischen typischen Stichproben von Feld- und Haufengalaxien Rechnung getragen und ein extremer Unterschied in den beiden Verteilungen vermieden. Ausgehend von den für jede Galaxie bekannten Größen, Rotverschiebung, absolute Leuchtkraft und HUBBLE-Typ, wird unter Berücksichtigung der K -Korrekturen [65] deren scheinbare Helligkeit $r' \approx r_F$ berechnet. Alle Galaxien mit Helligkeiten $r_F > 25^m$ werden ausgeschlossen, da sie weit jenseits der Vollständigkeitsgrenze des *Stack* liegen.

Tab. 5.1: Verteilung der simulierten Galaxien auf drei HUBBLE-Typen.

	E	Sa	Sc
Haufengalaxien	60 %	30 %	10 %
Feldgalaxien	40 %	30 %	30 %

Die Eigenschaften des so erzeugten simulierten Datensatzes werden nun denjenigen der *BRI*-Objektliste angepaßt. Mittels der $z = 0$ -Farben und der K - sowie Evolutionskorrekturen für die photographischen Bänder des *Stack* [48, 66] kann die Rotverschiebungsentwicklung der Farben $B_J - R_F$ und $R_F - I_N$ für Galaxien der Typen E, Sa und Sc berechnet werden

(vgl. Abbildung D.2 im Anhang). Hierbei ist es zunächst notwendig, die Evolutionskorrekturen auf die in Gleichung 5.3 dargestellte Kosmologie zu transformieren [65]. Ausgehend von der Rotverschiebung, dem Typ und der r_F -Helligkeit jeder Galaxie, lassen sich mittels der Farben die scheinbaren Helligkeiten b_J und i_N berechnen.

Wesentlich für die Reproduktion der Eigenschaften der *BRI*-Objektliste ist die Berücksichtigung der in Kapitel 2.3.4 beschriebenen Photometriefehler. Zunächst werden daher für jedes Objekt die von dessen Helligkeit abhängenden mittleren 1σ -Fehler der Flüsse in den drei photometrischen Bändern berechnet. Durch Multiplikation dieser Fehler mit einem Zufallswert x_i wird dem statistischen Charakter der Photometriefehler Rechnung getragen, wobei x_i für jedes photometrische Band und jede Galaxie individuell aus einer GAUSS-Verteilung mit $\langle x \rangle = 0$ und $\sigma_x = 1$ entnommen wird. Aus der ursprünglich abgeleiteten Helligkeit und dem statistischen Fehler läßt sich nun die fehlerbehaftete scheinbare Helligkeit der simulierten Galaxien ableiten.

Neben der Berechnung der Helligkeitsinformationen ist auch die Bereitstellung eines mit dem *Stack* korrespondierenden Koordinatensystems notwendig, um die weitere Bearbeitung dieser Daten zu ermöglichen. Wegen der bestehenden rechtwinkligen Himmelskoordinaten des simulierten Datensatzes reduziert sich die Transformation zwischen dem Himmels- und dem Plattensystem auf eine einfache Skalierung. Die absolute Positionierung erfolgt zentriert auf die Mitte der Grundfläche des *Stack*. Mittels dieser Plattenkoordinaten ist nun auch die Verknüpfung mit der Maske ausgeschlossener Regionen möglich, deren Status für jede Galaxie in die simulierte Objektliste übertragen wird.

Der simulierte Datensatz besteht insgesamt aus 342.754 Galaxien, von denen 239.479 in wenigstens einem Band heller sind als die in Tabelle 3.3 angegebenen Grenzgrößen für eine 75%ige Vollständigkeit der *BRI*-Objektliste. Die simulierten Objekte sind über eine Fläche von rund $11,5 \text{ } \square^\circ$ verteilt, die um rund 50 % kleiner ist als die uneingeschränkt nutzbare Fläche des *Stack*. Vergleicht man die Simulation mit der *BRI*-Objektliste, so fällt zunächst die etwa um einen Faktor 3 kleinere Flächendichte der Galaxien auf. Diese unterschiedlichen Objektdichten können auch in differentiellen Zählungen nachgewiesen werden, so daß eine für alle Objekte einheitliche Ursache vorliegen muß. Durch die Berechnung der Leuchtkraftfunktion für die simulierten Feldgalaxien nach der $1/V_{max}$ -Methode [25] kann diese Differenz auf eine vom Sollwert abweichende Normierung ϕ^* zurückgeführt werden, die primäre Ursache hierfür ist allerdings nicht einzugrenzen [45].

Die Anzahl der Haufengalaxien in dem simulierten Datensatz wird für jeden Haufen durch die Gesamtleuchtkraft L_{tot} und durch die Grenzhelligkeit der Stichprobe bestimmt. Aus diesem Grunde sind die Haufengrößen nicht von demselben Normierungsproblem betroffen wie die Feldgalaxien, so daß hier effektiv eine Stichprobe von Haufen untersucht

wird, deren Dichtekontrast um einen Faktor ≈ 3 größer ist, als er für die korrekte Normierung wäre. Da der erhöhte Dichtekontrast erhebliche Auswirkungen auf die Detektionswahrscheinlichkeit der simulierten Haufen hat, ist eine Korrektur dieses Fehlers unumgänglich. Es sind hierbei verschiedene Varianten denkbar, das Kontrastproblem zu korrigieren:

- Ergänzung der simulierten Galaxienpopulation im Hintergrund,
- Reduktion der Anzahl der Haufengalaxien oder
- Umwidmung der *Richness*-Einteilung der Galaxienhaufen.

Das erste Verfahren hebt die zu geringe Hintergrunddichte unmittelbar auf den Sollwert an, so daß das Problem grundlegend gelöst wird. Hierbei ist allerdings auf die exakte Übertragung aller Eigenschaften der Hintergrundgalaxien zu achten, um eine einheitliche Stichprobe dieser Objekte zu erzeugen. Die zweite Korrekturvariante paßt hingegen nur den Dichtekontrast der simulierten Haufen an die fehlerhafte Felddichte an. Hierbei kommt der statistischen Auswahl der verbleibenden Haufengalaxien besondere Bedeutung zu, um diese Population nicht zu verfälschen. Die alternative dritte Methode korrigiert nicht die Daten selbst, sondern die Zuordnung der Galaxienhaufen zu den *Richness*-Klassen des ABELL-Kataloges. Da die Umwidmung der *Richness*-Einteilung ohne Eingriffe in den Datensatz erfolgt und somit am einfachsten zu realisieren ist, wird hier dieses Verfahren bevorzugt.

Diese Korrekturmethode ist allerdings nur möglich, weil die ursprüngliche Simulation einen besonders großen dynamischen Bereich umfaßt, der auch sehr kleine Galaxiengruppen einschließt. Wie die Untersuchungen in den folgenden Abschnitten zeigen werden, ist auch nach der Korrektur sichergestellt, daß noch ausreichend galaxienarme Haufen in dem Datensatz enthalten sind, so daß eine sinnvolle Interpretation der gewonnenen Ergebnisse ohne Einschränkung möglich bleibt.

Die Größeneinteilung erfolgt für den simulierten Datensatz ursprünglich mittels des Parameters $\Lambda = L_{tot}/L^*$, der mit dem Faktor $2/3$ skaliert wird, um die *Richness*-Zählung N_R abzuleiten [44, 45]. Unter Berücksichtigung des Korrekturfaktors ≈ 3 lassen sich die aktualisierten Zählungen mittels $N_R \approx 2 \Lambda$ ableiten, so daß die korrigierte Einteilung direkt zugänglich ist. Im Gegensatz zum Soll verschiebt sich die Zuordnung zur *Richness* um etwa 1 bis 2 Gruppen, so daß die simulierten Haufen die Klassen $<0, \dots, \geq 5$ umfassen. Da in dem ABELL-Katalog nur ein einziger Galaxienhaufen mit $R = 5$ enthalten ist, sind die größten Haufen in dieser Simulation allerdings massenreicher als die realen Gegenstücke, die in dem photographischen Datensatz zu erwarten sind. Bei der Interpretation der Ergebnisse ist diese Eigenschaft jedoch ohne besondere Relevanz, da im folgenden Abschnitt relative Untersuchungen erfolgen, deren Übertragung auf den *Stack* ohne die Berücksichtigung der absoluten Haufengröße erfolgt.

Die festgestellte Abweichung der Galaxiendichte führt außerdem dazu, daß die aus dem Wahrscheinlichkeitskriterium abzuleitende Dichteschranke (vgl. Kapitel 4.2) bezogen auf die Standardabweichung der mittleren Hintergrunddichte nur mit geringerer Auflösung berechnet werden kann. Somit ist zu erwarten, daß die Schranke im Mittel größer und die korrespondierende Detektionswahrscheinlichkeit somit kleiner ist, als sie es für die nominelle Galaxiendichte wäre. Das bedeutet, daß der Test des Suchalgorithmus aus Gründen der Zählstatistik unter leicht erschwerten Bedingungen durchgeführt wird. Da somit bei der Suche nach Galaxienhaufen mit etwas geringeren Erfolgsaussichten zu rechnen ist, was in einer konservativeren Einschätzung des Suchalgorithmus resultiert, kann die Dichtedifferenz auch hier hingegenommen werden. Der gleichzeitig auftretende positive Effekt bei der etwas effektiveren Unterdrückung von Detektionen zufälliger Hintergrundfluktuationen ist hingegen von geringer Bedeutung, da die Fehlerraten nur relativ oder mit bezug auf die tatsächlich erreichte Detektionswahrscheinlichkeit betrachtet werden.

Es bleibt festzuhalten, daß trotz der notwendigen Verschiebung der *Richness*-Einstufung der Haufen ein sehr großer Bereich an Eigenschaften mit dem simulierten Datensatz abgedeckt wird, der auch bei galaxienarmen Haufen ausreichenden Spielraum für den Test des Suchverfahrens läßt. Darüber hinaus ist im Mittel mit einer leicht verringerten Detektionswahrscheinlichkeit zu rechnen, weswegen eine zu optimistische Einschätzung der Leistungsfähigkeit des neuen Suchverfahrens für Galaxienhaufen auszuschließen ist. Für die Untersuchung des Algorithmus ist der simulierte Datensatz daher ohne wesentliche Einschränkungen verwendbar.

5.2 Testfälle und Ergebnisse

Der simulierte Datensatz eignet sich für die verschiedensten Untersuchungen, welche den Suchalgorithmus und die Auswahl erfolgversprechender Teilstichproben von Galaxien betreffen. Im Vordergrund steht hierbei die Optimierung der Strategie bei der Haufensuche, die für die Anwendung des Algorithmus auf die *BRI*-Objektliste grundlegend ist. Darüber hinaus ist auch eine zumindest begrenzte Einschätzung der Leistungsfähigkeit des Suchverfahrens möglich. Wegen der oben beschriebenen Dichtedifferenz der simulierten Feldgalaxien zu realen Daten, ist diese Untersuchung allerdings auf relative Messungen in dem simulierten Datensatz zu beschränken.

5.2.1 Optimierung der Suchstrategie

Für die auf der *BRI*-Objektliste basierende Suche nach Galaxienhaufen ist es wünschenswert, ein optimiertes Suchverfahren zu verwenden. Die Wahl der meisten Suchparameter folgt allerdings schon aus Erfordernissen des Datensatzes bzw. aus theoretischen Überlegungen: Die Standardwerte dieser Parameter des Suchalgorithmus und die zu ihrer Wahl führenden Kriterien sind daher in Kapitel 4.3 zu finden, während die Zellgrößen und elementare Auswahlkriterien bezüglich der Objekthelligkeiten im Anhang D angegeben werden. Über diese grundlegenden Suchparameter hinausgehend, stellt sich allerdings die Frage, ob ergänzende Farb-Kriterien bei der Vorauswahl der Galaxien aus der vollständigen Objektliste hilfreich sind. Aus diesem Grund erfolgt an dieser Stelle eine detaillierte Untersuchung verschiedener Farb-Auswahlkriterien, welche sich an einem simulierten Datensatz orientiert. Darüber hinaus ist hier auch die Zusammenfassung der Suchergebnisse, welche auf Grundlage derselben Objektauswahl jedoch mit differierenden Zellgrößen ermittelt werden, von Interesse.

Ziel möglicher Farb-Auswahlkriterien ist es, den Dichtekontrast von Haufengalaxien gegenüber Feldgalaxien zu erhöhen. Dieses Verfahren ist erfolgversprechend, da alle Galaxien eines Haufens bei derselben Rotverschiebung liegen, während die Galaxienpopulation des Feldes über den gesamten mit dem Datensatz zugänglichen Entfernungsbereich verteilt ist. Wegen der spektralen Eigenschaften elliptischer Galaxien, die in Haufen stärker vertreten sind als im Feld, äußert sich die Rotverschiebung eines Galaxienhaufens in einer deutlichen Rötung der Objekte. Da die Feldpopulation hingegen zu einem größeren Teil aus Spiralgalaxien besteht und keinem eng begrenzten Rotverschiebungsbereich angehört, sind Feldgalaxien im Mittel blauer als Objekte in Galaxienhaufen. Wegen dieses mit der Entfernung eines Galaxienhaufens zunehmenden Farbkontrastes bieten Auswahlkriterien bezüglich der Objektfarbe eine erfolgversprechende Grundlage für die Suche nach hochrotverschobenen Haufen.

Da Galaxienhaufen reich an elliptischen Galaxien sind, können sich die zu untersuchenden Auswahlkriterien an diesem HUBBLE-Typ orientieren. Ausgehend von den in Abbildung D.2 dargestellten Änderungen der Farbe von Galaxien mit der Rotverschiebung, können verschiedene Farb-Kriterien untersucht werden. Wegen der Unsicherheit der photometrischen Kalibration des *Stack* ist es allerdings nicht sinnvoll, sehr enge Anforderungen an die Farbeigenschaften der Galaxien zu stellen. Aus diesem Grund werden hier ausschließlich Auswahlkriterien verwendet, die die Untergrenzen $(B_J - R_F)_{min}$ und $(R_F - I_N)_{min}$ berücksichtigen. Allerdings werden alle möglichen Kombinationen der Grenzen dieser beiden Farben betrachtet, wobei die Verknüpfungen sowohl mit logischem Und als auch mit logischem Oder

realisiert werden. Die Tabelle 5.2 enthält eine Übersicht über alle untersuchten Farb-Kriterien für fünf Entfernungsbereiche.

Tab. 5.2: Untersuchte Farb-Auswahlkriterien für fünf Entfernungsbereiche; „*“ steht für beliebige Farben.

Entfernungsbereich		$(B_J - R_F)_{min} / m$	Verknüpfung	$(R_F - I_N)_{min} / m$
D1	$0,0 \leq z \leq 0,2$	*; 1,4; 1,6; 1,8; 2,0	\wedge, \vee	*; 0,4; 0,5; 0,6
D2	$0,2 \leq z \leq 0,4$	*; 1,8; 2,0; 2,2; 2,4	\wedge, \vee	*; 0,5; 0,6; 0,7
D3	$0,4 \leq z \leq 0,6$	*; 1,8; 2,1; 2,4; 2,7	\wedge, \vee	*; 0,7; 0,8; 0,9
D4	$0,6 \leq z \leq 0,8$	*; 1,8; 2,1; 2,4; 2,7	\wedge, \vee	*; 0,9; 1,1; 1,3
D5	$0,8 \leq z$	*; 2,0; 2,3; 2,6; 2,9	\wedge, \vee	*; 0,9; 1,1; 1,3

Neben den Auswahlkriterien bezüglich der Objektfarbe kommen ergänzende Kriterien bei der Zusammenfassung der Kandidaten aus Suchdurchgängen mit differierenden Zellausdehnungen in Betracht, um die Anzahl der Rausch-Kandidaten zu minimieren. Hier ist insbesondere die Forderung nach der mehrfachen Detektion eines Kandidaten erfolgversprechend, da lokale Dichtemaxima der Hintergrundgalaxien mit einer maximalen Wahrscheinlichkeit P_{lim} zufällig gefunden werden. Differierende Zellgrößen führen zu verschiedenen Zuordnungen der Objekte zu den Zellen, so daß zufällige Fluktuationen der Hintergrunddichte wegen der stochastischen Anordnung der Objekte u. U. nicht mehr das Detektionskriterium der minimalen Haufenausdehnung von m_{cell} Zellen erfüllen. Tatsächlich in einem Datensatz enthaltene Galaxienhaufen sollten wegen der radial zum Zentrum zunehmenden Dichte auch mit Zellen verschiedener Größe gefunden werden, solange dieselben an die Ausdehnung der Haufen angepaßt sind. Um den Nachweis kompakter bzw. entfernter Galaxienhaufen nicht zu stark zu erschweren, ist es sinnvoll, kein zu hartes Kriterium bezüglich der mehrfachen Detektion der Kandidaten zu verwenden. Daher werden hier nur die Fälle einfacher und mindestens zweifacher Nachweise der Haufenkandidaten unterschieden.

Um Unterschiede in der Detektionsrate ausschließlich auf die Variation der Farb-Kriterien zurückführen zu können, wird im Rahmen dieser Untersuchungen auf die Berücksichtigung der Ausschlußregionen verzichtet, d. h. abweichend von den Standardeinstellungen der Parameter $rs_{max} = 4$ verwandt. Für jedes Auswahlkriterium bezüglich der Galaxienfarbe werden entsprechend des zugeordneten Entfernungsbereiches die in Tabelle D.1 angegebenen Zellgrößen sowie die in Tabelle D.2 dargestellten Helligkeitskriterien zur Suche nach den simulierten Galaxienhaufen verwandt. Die in den vier Suchdurchgängen mit differierenden Zellgrößen erzeugten Kandidatenlisten werden jeweils zusammengefaßt, so daß auch

für mehrfach gefundene Haufen nur ein Eintrag in der vereinten Ausgabeliste enthalten ist. Das einzige Kriterium zum Zusammenschluß von zwei oder mehr Haufenkandidaten ist hierbei das Auftreten mindestens einer gemeinsamen Galaxie in den entsprechenden Objektlisten. Die zusammengefaßte Ausgabetabelle berücksichtigt für jeden Haufenkandidaten sämtliche Informationen, die in einem der vier zugrundeliegenden Suchdurchgänge ermittelt wurden.

Durch einen Vergleich der Liste gefundener Haufenkandidaten mit den in dem simulierten Datensatz enthaltenen Haufen kann unmittelbar auf die Effizienz der Haufensuche unter Berücksichtigung des jeweils angewandten Farb-Auswahlkriteriums geschlossen werden. Zu diesem Zweck werden sowohl die wiederentdeckten Kandidaten als auch Detektionen von zufälligen Fluktuationen des Galaxien-Hintergrundes gezählt. Diese Zählungen werden jeweils für die gesamte Stichprobe und für die Teilmenge der mehrfach gefundenen Haufen ausgeführt, so daß auch die Methode der Zusammenfassung der vier Suchergebnisse untersucht werden kann.

In den Abbildungen 5.2a-e wird für jede Entfernungsgruppe ein Überblick über die Zählungen der gefundenen Haufenkandidaten gegeben: Jeweils zwanzig Teilgraphiken sind entsprechend der Farb-Auswahlkriterien auf einem Gitter angeordnet, so daß die Ergebnisse leicht den angewandten Untergrenzen in den beiden Farben zugeordnet werden können. Die Fälle, in denen kein Auswahlkriterium bezüglich B_J-R_F bzw. R_F-I_N verwandt wurde, sind mit einem Stern (*) gekennzeichnet. Jede der zwanzig Teilgraphiken stellt links ein Histogramm dar, welches das Suchergebnis für die Und-Verknüpfung der beiden Kriterien wiedergibt, während sich die rechte Hälfte stets auf die Oder-Verknüpfung bezieht. Alle Teile der Abbildung, die das Ergebnis für ein Kriterium hinsichtlich höchstens einer Farbe darstellen, enthalten nur ein Histogramm, da in diesen Fällen keine logischen Verknüpfungen anzuwenden sind. Jedes einzelne Histogramm dokumentiert die Anzahl der wiederentdeckten Haufen (links, schwarz bzw. blau) und der Rausch-Detektionen (rechts, grün sowie rot). Die schwarzen und grünen Balken bezeichnen hierbei mehrfach gefundene Kandidaten, während sich die blauen bzw. roten Balken auf einfache Detektionen beziehen.

Über die graphischen Darstellungen hinausgehend sind die einzelnen Zählergebnisse in den Tabellen 5.3a-e noch einmal detailliert zusammengestellt, wobei die Anzahl wiedergefundener Galaxienhaufen N_{detec} und M_{detec} sowie der Rausch-Detektionen N_{noise} und M_{noise} angegeben werden. Die mit N bezeichneten Zahlen beziehen sich hier auf alle detektierten Kandidaten, während M die Teilmenge der mit mindestens zwei Zellgrößen gefundenen Haufenkandidaten wiedergibt. Ein Vergleich der beiden Varianten einer logischen Verknüpfung der Auswahlkriterien bezüglich B_J-R_F und R_F-I_N kann direkt über zwei Spaltensätze erfolgen.

5 Untersuchung simulierter Daten

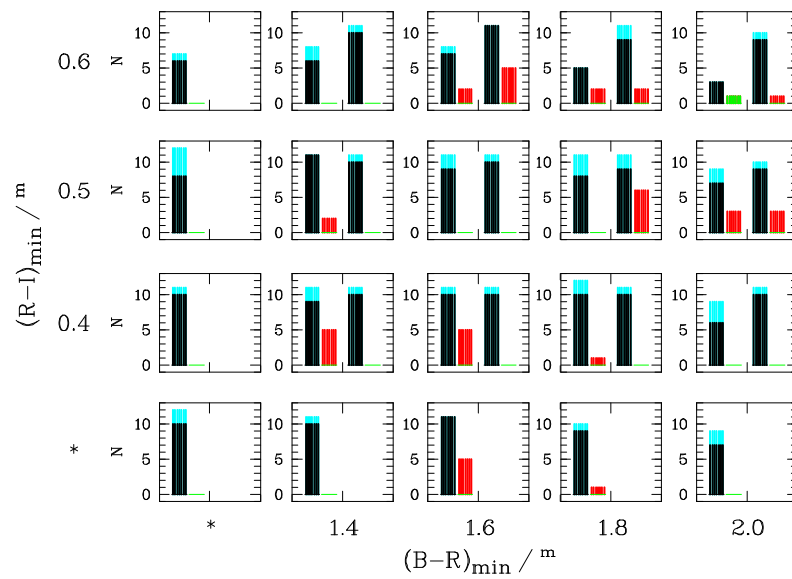


Abb. 5.2a: Suchergebnisse für verschiedene Farb-Auswahlkriterien im Entfernungsbereich $0,0 \lesssim z \lesssim 0,2$. Die Details der Darstellung sind im Text zu finden.

Tab. 5.3a: Suchergebnisse für differierende Farb-Kriterien bezüglich des Entfernungsbereiches $0,0 \lesssim z \lesssim 0,2$.

$(B_J - R_F)_{min} / m$	$(R_F - I_N)_{min} / m$	Und-Verknüpfung				Oder-Verknüpfung			
		N_{detec}	N_{noise}	M_{detec}	M_{noise}	N_{detec}	N_{noise}	M_{detec}	M_{noise}
*	*	12	0	10	0				
*	0.4	11	0	10	0				
*	0.5	12	0	8	0				
*	0.6	7	0	6	0				
1.4	*	11	0	10	0				
1.4	0.4	11	5	9	0	11	0	10	0
1.4	0.5	11	2	11	0	11	0	10	0
1.4	0.6	8	0	6	0	11	0	10	0
1.6	*	11	5	11	0				
1.6	0.4	11	5	10	0	11	0	10	0
1.6	0.5	11	0	9	0	11	0	10	0
1.6	0.6	8	2	7	0	11	5	11	0
1.8	*	10	1	9	0				
1.8	0.4	12	1	10	0	11	0	10	0
1.8	0.5	11	0	8	0	11	6	9	0
1.8	0.6	5	2	5	0	11	2	9	0
2.0	*	9	0	7	0				
2.0	0.4	9	0	6	0	11	0	10	0
2.0	0.5	9	3	7	0	10	3	9	0
2.0	0.6	3	1	3	1	10	1	9	0

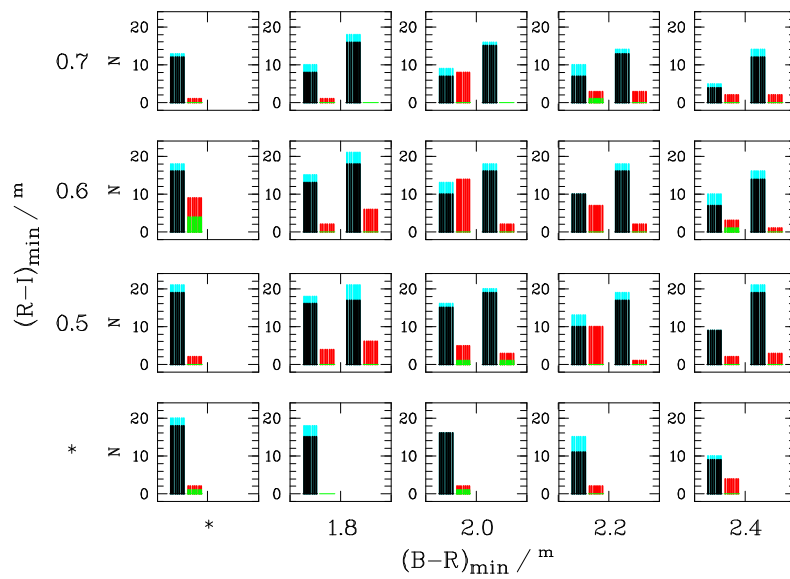


Abb. 5.2b: Suchergebnisse für verschiedene Farb-Auswahlkriterien im Entfernungsbereich $0,2 \leq z \leq 0,4$. Die Details der Darstellung sind im Text zu finden.

Tab. 5.3b: Suchergebnisse für differierende Farb-Kriterien bezüglich des Entfernungsbereiches $0,2 \leq z \leq 0,4$.

$(B_J - R_F)_{min} / m$	$(R_F - I_N)_{min} / m$	Und-Verknüpfung				Oder-Verknüpfung			
		N_{detec}	N_{noise}	M_{detec}	M_{noise}	N_{detec}	N_{noise}	M_{detec}	M_{noise}
*	*	20	2	18	1				
*	0.5	21	2	19	0				
*	0.6	18	9	16	4				
*	0.7	13	1	12	0				
1.8	*	18	0	15	0				
1.8	0.5	18	4	16	0	21	6	17	0
1.8	0.6	15	2	13	0	21	6	18	0
1.8	0.7	10	1	8	0	18	0	16	0
2.0	*	16	2	16	1				
2.0	0.5	16	5	15	1	20	3	19	1
2.0	0.6	13	14	10	0	18	2	16	0
2.0	0.7	9	8	7	0	16	0	15	0
2.2	*	15	2	11	0				
2.2	0.5	13	10	10	0	19	1	17	0
2.2	0.6	10	7	10	0	18	2	16	0
2.2	0.7	10	3	7	1	14	3	13	0
2.4	*	10	4	9	0				
2.4	0.5	9	2	9	0	21	3	19	0
2.4	0.6	10	3	7	1	16	1	14	0
2.4	0.7	5	2	4	0	14	2	12	0

5 Untersuchung simulierter Daten

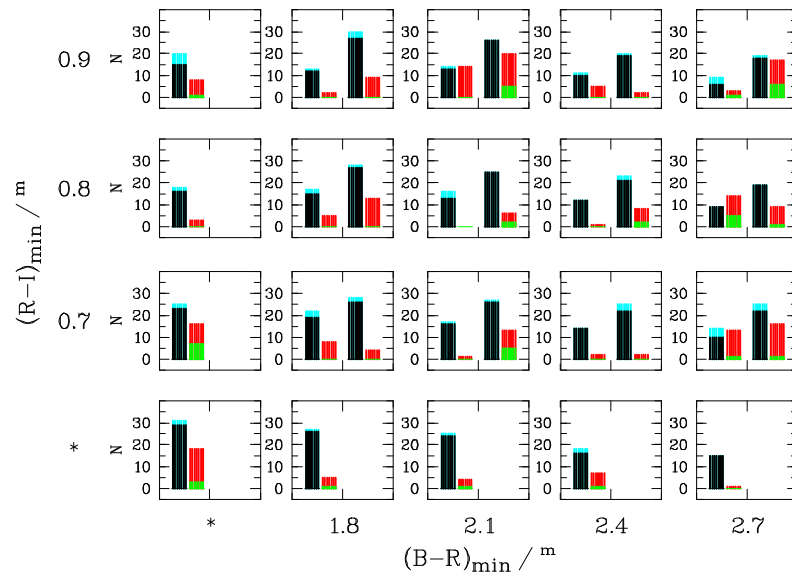


Abb. 5.2c: Suchergebnisse für verschiedene Farb-Auswahlkriterien im Entfernungsbereich $0,4 \leq z \leq 0,6$. Die Details der Darstellung sind im Text zu finden.

Tab. 5.3c: Suchergebnisse für differierende Farb-Kriterien bezüglich des Entfernungsbereiches $0,4 \leq z \leq 0,6$.

$(B_J - R_F)_{min} / m$	$(R_F - I_N)_{min} / m$	Und-Verknüpfung				Oder-Verknüpfung			
		N_{detec}	N_{noise}	M_{detec}	M_{noise}	N_{detec}	N_{noise}	M_{detec}	M_{noise}
*	*	31	18	29	3				
*	0.7	25	16	23	7				
*	0.8	18	3	16	0				
*	0.9	20	8	15	1				
1.8	*	27	5	26	1				
1.8	0.7	22	8	19	0	28	4	26	0
1.8	0.8	17	5	15	0	28	13	27	0
1.8	0.9	13	2	12	0	30	9	27	0
2.1	*	25	4	24	1				
2.1	0.7	17	1	16	0	27	13	26	5
2.1	0.8	16	0	13	0	25	6	25	2
2.1	0.9	14	14	13	0	26	20	26	5
2.4	*	18	7	16	1				
2.4	0.7	14	2	14	0	25	2	22	0
2.4	0.8	12	1	12	0	23	8	21	2
2.4	0.9	11	5	10	0	20	2	19	0
2.7	*	15	1	15	0				
2.7	0.7	14	13	10	1	25	16	22	1
2.7	0.8	9	14	9	5	19	9	19	1
2.7	0.9	9	3	6	1	19	17	18	6

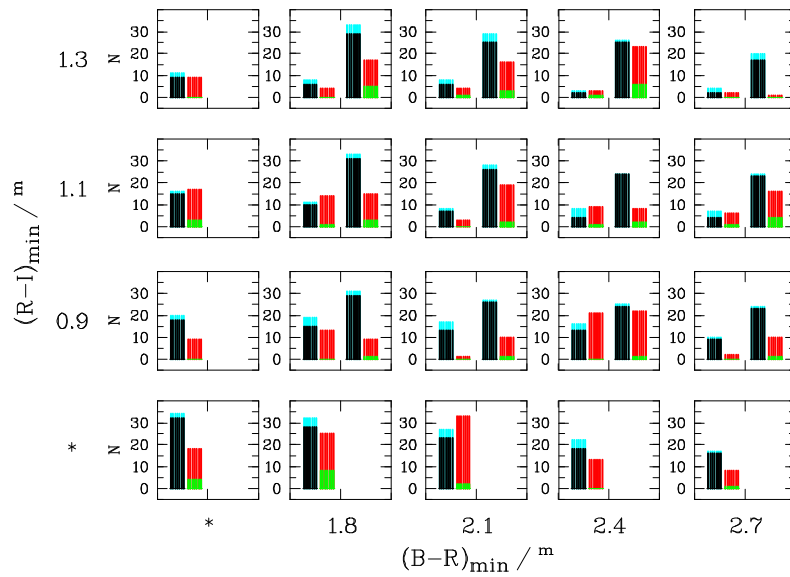


Abb. 5.2d: Suchergebnisse für verschiedene Farb-Auswahlkriterien im Entfernungsbereich $0,6 \leq z \leq 0,8$. Die Details der Darstellung sind im Text zu finden.

Tab. 5.3d: Suchergebnisse für differierende Farb-Kriterien bezüglich des Entfernungsbereiches $0,6 \leq z \leq 0,8$.

$(B_J - R_F)_{min} / m$	$(R_F - I_N)_{min} / m$	Und-Verknüpfung				Oder-Verknüpfung			
		N_{detec}	N_{noise}	M_{detec}	M_{noise}	N_{detec}	N_{noise}	M_{detec}	M_{noise}
*	*	34	18	32	4				
*	0.9	20	9	18	0				
*	1.1	16	17	15	3				
*	1.3	11	9	9	0				
1.8	*	32	25	28	8				
1.8	0.9	19	13	15	0	31	9	29	1
1.8	1.1	11	14	10	1	33	15	31	3
1.8	1.3	8	4	6	0	33	17	29	5
2.1	*	27	33	23	2				
2.1	0.9	17	1	13	0	27	10	26	1
2.1	1.1	8	3	7	0	28	19	26	2
2.1	1.3	8	4	6	1	29	16	25	3
2.4	*	22	13	18	0				
2.4	0.9	16	21	13	0	25	22	24	1
2.4	1.1	8	9	4	1	24	8	24	2
2.4	1.3	3	3	2	1	26	23	25	6
2.7	*	17	8	16	1				
2.7	0.9	10	2	9	0	24	10	23	1
2.7	1.1	7	6	4	1	24	16	23	4
2.7	1.3	4	2	2	0	20	1	17	0

5 Untersuchung simulierter Daten

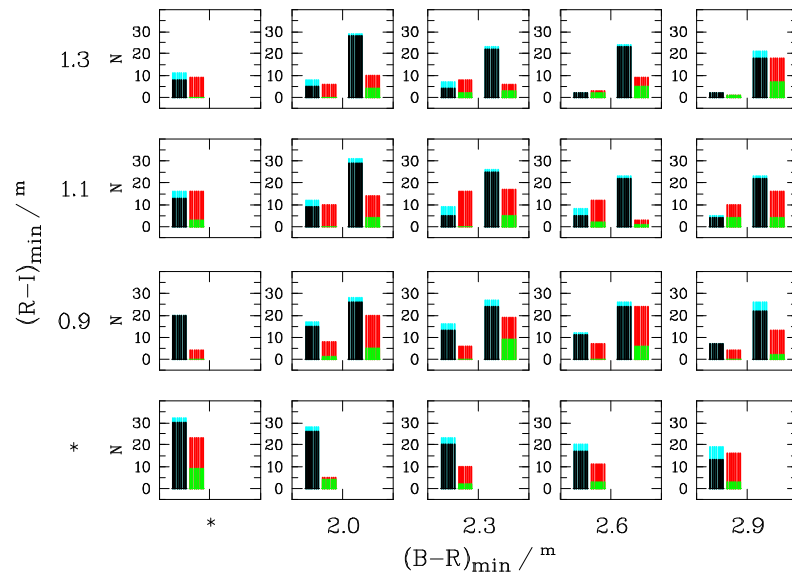


Abb. 5.2e: Suchergebnisse für verschiedene Farb-Auswahlkriterien im Entfernungsbereich $z \geq 0,8$. Die Details der Darstellung sind im Text zu finden.

Tab. 5.3e: Suchergebnisse für verschiedene Farb-Kriterien bezüglich des Entfernungsbereiches $z \geq 0,8$.

$(B_J - R_F)_{min} / m$	$(R_F - I_N)_{min} / m$	Und-Verknüpfung				Oder-Verknüpfung			
		N_{detec}	N_{noise}	M_{detec}	M_{noise}	N_{detec}	N_{noise}	M_{detec}	M_{noise}
*	*	32	23	30	9				
*	0.9	20	4	20	0				
*	1.1	16	16	13	3				
*	1.3	11	9	8	0				
2.0	*	28	5	26	4				
2.0	0.9	17	8	15	1	28	20	26	5
2.0	1.1	12	10	9	0	31	14	29	4
2.0	1.3	8	6	5	0	29	10	28	4
2.3	*	23	10	20	2				
2.3	0.9	16	6	13	0	27	19	24	9
2.3	1.1	9	16	5	0	26	17	25	5
2.3	1.3	7	8	4	2	23	6	22	3
2.6	*	20	11	17	3				
2.6	0.9	12	7	11	0	26	24	24	6
2.6	1.1	8	12	5	2	23	3	22	1
2.6	1.3	2	3	2	2	24	9	23	5
2.9	*	19	16	13	3				
2.9	0.9	7	4	7	0	26	13	22	2
2.9	1.1	5	10	4	4	23	16	22	4
2.9	1.3	2	1	2	1	21	18	18	7

Zunächst fällt bei den Suchergebnissen für verschiedene Farb-Kriterien der Trend auf, daß die Anzahl wiedergefundener Haufen von der Größe der zugrundeliegenden Objektstichprobe abhängt. Die entsprechende Anzahl N_{detec} bzw. M_{detec} wird bei Anwendung zunehmend restriktiver Auswahlkriterien, die sowohl durch größere Untergrenzen als auch durch die Und-Verknüpfung von Kriterien bezüglich der beiden Farben realisiert werden, kleiner. Eine genauere Untersuchung dieser Galaxienhaufen-Suchergebnisse zeigt, daß die auf Grundlage kleinerer Stichproben nicht mehr gefundenen Kandidaten für die Entfernungsbereiche D3 bis D5 vornehmlich bei niedrigen Rotverschiebungen liegen. Andererseits werden auf diese Weise in allen Bereichen (D1, ..., D5) auch simulierte Kandidaten mit hohem z unterdrückt, die ohne Einschränkung der Objektliste noch gefunden werden.

Die Ursache dafür, daß die untersuchten Farb-Auswahlkriterien keinen positiven Einfluß auf die Detektionswahrscheinlichkeit für entfernte Galaxienhaufen haben, ist sowohl in der spektralen Empfindlichkeit der photographischen Bänder als auch in den Photometriefehlern zu suchen. Da die Feldgalaxienpopulation über den gesamten zugänglichen Rotverschiebungsbereich verteilt und im Gegensatz zur Haufenpopulation reich an Spiralgalaxien ist, müssen Farb-Kriterien elliptische Galaxien bei einer gewählten Zielrotverschiebung für die Haufensuche bevorzugen.

Betrachtet man die Änderung der theoretischen Farben der Galaxien mit z (Abbildung D.2), so fällt auf, daß B_J-R_F erst ab $z \approx 0,3$ geeignet ist, elliptische von Spiralgalaxien zu trennen, während die Farbe R_F-I_N diese Trennung nur für $0,7 \lesssim z \lesssim 1,0$ erlaubt. Die Separation der relevanten HUBBLE-Typen beträgt hierbei in B_J-R_F für $z \geq 0,4$ mehr als $0,6^m$, während dieser Farbunterschied für R_F-I_N bei $z \approx 0,8$ mit $0,4^m$ maximal wird. Somit ist die Kontrasterhöhung für entfernte Galaxienhaufen über ein R_F-I_N -Kriterium auf einen kleinen Rotverschiebungsbereich beschränkt. Auch die Eingrenzung auf eine gewählte Zielentfernung im Bereich $0,4 \lesssim z \lesssim 0,7$ ist wegen eines Mehrdeutigkeitsproblems bezüglich des Intervalls $0,8 \lesssim z \lesssim 1,3$ nur eingeschränkt möglich. Die Farbe B_J-R_F gestattet aufgrund des größeren Farbunterschiedes der HUBBLE-Typen eine leichtere Abgrenzung elliptischer Galaxien, die weiterführende Beschränkung auf eine gewünschte Rotverschiebung ist allerdings für $0,4 \lesssim z \lesssim 0,8$ nicht möglich. Aus diesen Gründen ist keine der beiden Farben alleine geeignet, die erforderliche Auswahl der elliptischen Galaxien für eine Zielrotverschiebung zu gewährleisten.

Voraussetzung für den Erfolg der Kontrasterhöhung ist daher eine ausreichend genaue Photometrie in allen drei photometrischen Bändern. Da ein wesentlicher Teil der Galaxien bei $z > 0,5$ Helligkeiten in der Nähe der Vollständigkeitsgrenzen aufweist, sind hier die typischen Photometriefehler an den Grenzgrößen wesentlich (s. Kapitel 2.3.4). Die Standardabweichungen erreichen hier etwa $0,5^m$ im B_J - und R_F -Band bzw. $0,4^m$ im I_N , weswegen die aus den Helligkeiten abgeleiteten Farben 1σ -Fehler von bis zu $1,0^m$ (B_J-R_F) bzw. $0,9^m$

$(R_F - I_N)$ aufweisen. Im günstigsten Fall, d. h. für Objekte, die in allen drei Bändern mindestens $2,5^m$ bis 3^m heller als die Grenzgrößen sind, erreichen die Fehler einen Wert von ca. $0,25^m$ ($B_J - R_F$) bzw. $0,15^m$ ($R_F - I_N$).

Angesichts der Größe dieser Farbfehler wird deutlich, daß die Abgrenzung der elliptischen Galaxien über ein $B_J - R_F$ -Kriterium trotz der Farbdifferenz von mindestens $0,6^m$ nicht möglich ist, da entweder zu viele Spiralgalaxien in der Stichprobe verbleiben oder ein bedeutender Teil der Ellipsen ebenfalls ausgeschlossen wird. Wegen des in $R_F - I_N$ kleineren Farbunterschiedes zwischen den relevanten HUBBLE-Typen bietet diese Farbe ebenfalls keine Möglichkeit, den Kontrast hochrotverschobener Galaxienhaufen zu verstärken. Geht man von einer erforderlichen 2σ -Trennung der Galaxientypen in $B_J - R_F$ aus, so müßten die Photometriefehler bis zur Vollständigkeitsgrenze um mehr als einen Faktor 3 kleiner sein.

Neben der Kontrasterhöhung ferner Galaxienhaufen gegenüber der Feldpopulation ist bei der Untersuchung der Farb-Auswahlkriterien auch die mögliche Unterdrückung von Detektionen zufälliger Fluktuationen des Galaxien-Hintergrundes von Interesse. Die Anzahl der Rausch-Detektionen N_{noise} bzw. M_{noise} zeigt keine eindeutige Abhängigkeit von den untersuchten Auswahlkriterien bezüglich der Objektfarben und von der Größe der Galaxienstichprobe. Dieses Verhalten ist wegen des angewandten Berechnungsverfahrens für die Dichteschranke zu erwarten, da diese Schranke auf Grundlage statistischer Betrachtungen für jede mittlere Galaxiendichte individuell abgeleitet wird (vgl. Kapitel 4.2). Somit hängt die Häufigkeit von Rausch-Detektionen nicht von der mittleren Objektdichte, sondern von der angeforderten Wahrscheinlichkeitsschranke P_{lim} und der Anzahl der Zellen bei einem konkreten Suchdurchgang ab, welche über die Zellgröße implizit vorgegeben wird.

Betrachtet man in den Suchergebnissen für die verschiedenen Farb-Auswahlkriterien die Häufigkeiten der Rausch-Detektionen, so wird hingegen der Vorteil der Forderung eines mehrfachen Nachweises der Haufenkandidaten offensichtlich: Die Anzahl der Detektionen von Hintergrundfluktuationen wird etwa um einen Faktor 3 bis 4 reduziert, in vielen der dargestellten Suchdurchgänge lassen sich die Rausch-Kandidaten sogar vollständig unterdrücken. Weiterhin ist zu erkennen, daß bei der Einschränkung der ermittelten Stichprobe auf mehrfache Nachweise auch einige der tatsächlich in dem simulierten Datensatz enthaltenen Galaxienhaufen ausgeschlossen werden. Eine genauere Inspektion dieser ausgeschlossenen Haufen zeigt jedoch, daß dieselben ganz überwiegend bei ergänzenden Suchdurchgängen für andere Entfernungsbereiche mehrfach detektiert werden. Somit läßt sich durch dieses ergänzende Kriterium bei der Zusammenfassung der Kandidaten die Signifikanz der ermittelten Haufenstichprobe deutlich erhöhen, weswegen die Beschränkung der vereinigten Kandidatenliste auf die mehrfach gefundenen Haufen sinnvoll ist.

Zusammenfassend ist festzustellen, daß keines der untersuchten Farb-Auswahlkriterien im Vergleich zu der Haufensuche ohne Anwendung einer Farbauswahl zu einem ver-

besserten Ergebnis führt. Wegen des Trends, mehr Haufenkandidaten insbesondere bei hohen Rotverschiebungen zu finden, wird bei allen folgenden Suchdurchgängen sowohl bei simulierten Daten als auch in der auf dem *Stack* basierenden Objektliste auf die Anwendung eines Auswahlkriteriums bezüglich der Galaxienfarbe verzichtet. Der Einsatz eines modifizierten Zusammenfassungsverfahrens, welches mehrfache Detektionen der Haufenkandidaten fordert, ist hingegen sinnvoll, um die Signifikanz der vereinigten Stichprobe zu erhöhen. Im folgenden Abschnitt wird bei dem Vergleich der Suchergebnisse, welche mit der bzw. ohne die Berücksichtigung der Ausschlußregionen ermittelt werden, noch einmal auf die gesamte ermittelte Haufenstichprobe eingegangen.

5.2.2 Einfluß der Ausschlußregionen

Wie in Kapitel 2.2.2 dargestellt wurde, ist es für die Suche nach Galaxienhaufen auf dem photographischen Datensatz unerlässlich, verschiedene Regionen des *Stack* auszuschließen, um eine homogene Objektstichprobe bereitzustellen. Diese Ausschlußregionen führen i. allg. zu einer zu kleinen Galaxienanzahl in den betroffenen Zellen der Dichtekarte, weswegen die Zählergebnisse für einzelne Zellen entsprechend Gleichung 4.1 korrigiert werden müssen. Da diese Korrektur z. T. aus der Extrapolation der Zählergebnisse von der effektiven auf die volle Zellenfläche besteht, ist es sinnvoll, deren Einfluß auf das Suchergebnis zu betrachten. Wesentlich ist hierbei sowohl die mögliche Verstärkung zufälliger Hintergrundfluktuationen, die zu einer erhöhten Anzahl fehlerhafter Detektionen führen könnte, als auch die Frage nach dem Nachweis von Galaxienhaufen, die teilweise in ausgeschlossenen Bereichen liegen.

Für diesen Test wird die Haufensuche in den fünf Entfernungsbereichen ausgeführt, wobei jeweils die in Tabelle D.1 dargestellten Zellgrößen verwandt werden. Die Objektstichprobe wird für jeden Rotverschiebungsbereich nur mittels der Helligkeitskriterien (s. Tabelle D.2) eingeschränkt. Eine weitergehende Einschränkung durch Farb-Auswahlkriterien wird mit Hinblick auf die Ergebnisse aus Kapitel 5.2.1 nicht vorgenommen. Um den Einfluß der Zählungskorrektur auf die Galaxien-Dichtekarte eingrenzen zu können, werden zwei komplette Suchdurchgänge mit differierendem Parameter rs_{max} ausgeführt. Zum einen wird mit $rs_{max} = 4$ die gesamte Fläche uneingeschränkt berücksichtigt, und zum anderen wird der Standardwert $rs_{max} = 0$ verwandt, so daß alle potentiell problematischen Regionen bei der Suche nach Galaxienhaufen ausgeschlossen werden.

Die Zusammenfassung der Haufenkandidaten erfolgt, für die beiden hier betrachteten Suchvarianten getrennt, nach dem folgenden Schema: Die für einen Entfernungsbereich mit vier Zellgrößen ermittelten Kandidaten werden vereinigt, wenn eine gemeinsame Galaxie in zwei oder mehr Haufen-Objektlisten auftritt. Die Information, mittels wie vieler Zellgrößen

ein Haufenkandidat gefunden wurde, wird in die vereinigte Kandidatenliste übernommen, so daß sich diese Stichprobe leicht auf mehrfach detektierte Galaxienhaufen eingrenzen läßt. Die für die jeweiligen Entfernungen zusammengefaßten Haufenlisten werden in einem weiteren analogen Durchgang zu der Gesamt-Kandidatenliste vereinigt, die zusätzlich zur gesamten Anzahl der Detektionen auch die maximale Nachweisanzahl aus einem der fünf Suchdurchgänge D1, ..., D5 enthält. Auf diese Weise ist es möglich, mehrfache Detektionen in verschiedenen Entfernungsbereichen von denjenigen zu unterscheiden, welche für eine Entfernung mittels mehrerer Zellgrößen erfolgten.

In der Abbildung 5.3 werden die beiden Ergebnisse für die Galaxienhaufensuche mit bzw. ohne Berücksichtigung der Ausschlußregionen einander gegenübergestellt, wobei auch verschiedene Nachweishäufigkeiten aufgeschlüsselt sind. Auf die Darstellung der aus dem Hintergrundrauschen extrahierten Kandidaten wird an dieser Stelle verzichtet, da hier zunächst die wiederentdeckten Haufen von Interesse sind. Die Anzahl der Rauschdetektionen und der korrekt extrahierten Galaxienhaufen wird in der Tabelle 5.4 für die verschiedenen Detektionsvarianten zusammengestellt. An dieser Stelle werden analog zu den Tabellen 5.3a-e die Summe aller detektierten Kandidaten mit N und die Anzahl der in mindestens einem Entfernungsbereich mehrfach gefundenen Kandidaten mit M bezeichnet. Darüber hinaus wird die Größe M_{all} für die Summe aller mehrfachen Detektionen verwandt, die

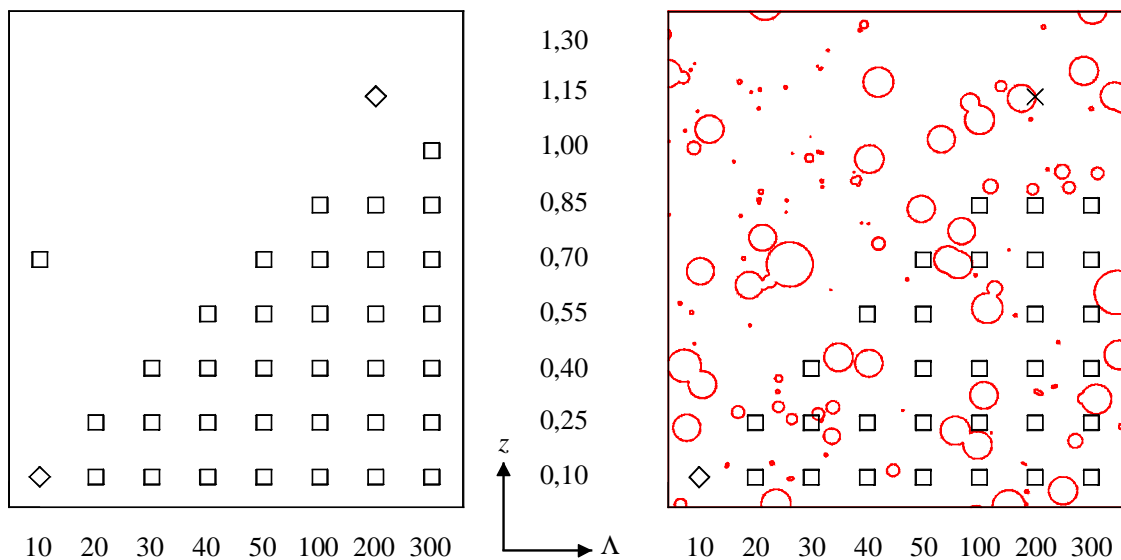


Abb. 5.3: Ergebnisse ohne (links) bzw. mit Berücksichtigung ausgeschlossener Bereiche (rechts). Einfache Detektionen (×) werden von mehrfachen in einem (□) bzw. mehreren Entfernungsbereichen (◇) unterschieden.

daher auch die ausschließlich in differierenden Entfernungsbereichen mehrfach nachgewiesenen Haufenkandidaten enthält.

Tab. 5.4: Vergleich der Suchergebnisse ohne bzw. mit Berücksichtigung der Ausschlußregionen.

	Ohne Ausschlußregionen			Mit Ausschlußregionen		
	N	M_{all}	M	N	M_{all}	M
Detektionen von Haufen	36	36	34	32	31	30
Rauschdetektionen	44	16	11	28	10	7

Bei der Interpretation der Einträge in Tabelle 5.4 ist zu beachten, daß der simulierte Datensatz aufgrund der internen Struktur (vgl. Kapitel 5.1) sehr viel weniger Galaxienhaufen enthält als ein vergleichbarer realer Datensatz. Im Gegensatz dazu hängt die Häufigkeit der Nachweise zufälliger Hintergrundfluktuationen bei der hier verwandten Suchmethode im wesentlichen von der vorgegebenen Wahrscheinlichkeitsschranke und der Anzahl untersuchter Zellen ab. Daher ist der direkte Vergleich der Zahlen in den beiden Zeilen unzulässig, so daß hier ausschließlich relative Änderungen innerhalb einer Zeile zu betrachten sind.

Ein Vergleich der Anzahl wiedergefundener Haufen des Suchdurchganges mit Berücksichtigung ausgeschlossener Bereiche mit der entsprechenden Anzahl der Suche auf der vollständigen Fläche läßt unabhängig von der gewählten Zusammenfassungsmethode eine Abnahme von 10 - 15 % erkennen. Diese Änderung ist vergleichbar mit dem Anteil ausgeschlossener Bereiche an der Fläche des *Stack* von 18,2 %, so daß die zu erwartende Abhängigkeit zwischen untersuchter Fläche und nachgewiesenen Galaxienhaufen zu beobachten ist. Daß die Änderung der Haufenanzahl jeweils kleiner ist als der Flächenanteil der Ausschlußregionen, ist möglicherweise auf einen positiven Effekt der angewandten Datenkorrektur für teilweise in Ausschlußregionen liegende Zellen der Galaxien-Dichtekarte zurückzuführen. Wegen der begrenzten Zahl der in dem simulierten Datensatz enthaltenen Haufen ist dieser Einfluß jedoch statistisch nicht signifikant und somit nicht nachzuweisen.

Bei dieser Untersuchung zum Einfluß ausgeschlossener Regionen auf das Suchergebnis fällt allerdings erneut auf, daß die Anzahl fehlerhafter Detektionen mit der Verschärfung der Zusammenfassungskriterien deutlich abnimmt. Gegenüber der vollständigen Kandidatenliste läßt sich die Anzahl der Rauschdetektionen etwa um einen Faktor vier verringern, wenn ergänzend die mehrfache Detektion eines Kandidaten mittels verschiedener Zellgrößen für

einen Entfernungsbereich gefordert wird. Auch die weniger restriktive Forderung nach mehrfachem Nachweis, wobei dieser auch ausschließlich in verschiedenen Entfernungsbereichen auftreten darf, führt noch zu einer deutlichen Unterdrückung der Rauschnachweise um einen Faktor von rund drei.

In diesen beiden Fällen sind die wiederentdeckten, simulierten Haufen in sehr viel geringerem Maße von einem restriktiveren Zusammenfassungskriterium betroffen, so daß die Signifikanz des Suchergebnisses deutlich erhöht wird. Hierbei ist jedoch zu berücksichtigen, daß durch schärfere Kriterien vornehmlich Haufen mit geringem Dichtekontrast zum Feld, wie z. B. entfernte oder aus wenigen Galaxien bestehende Haufen, aus der vereinigten Stichprobe ausgeschlossen werden (vgl. Abb. 5.3). Da diese in beobachteten Datensätzen sehr viel häufiger vorkommen als in der vorliegenden Simulation, ist zu erwarten, daß die Zahl der Galaxienhaufen in einer solchen Stichprobe unter der Anwendung restriktiverer Kriterien um mehr als die hier ermittelten 10 % verringert wird. Dieser Nachteil ist allerdings unumgänglich, wenn die Signifikanz der ermittelten Galaxienhaufenliste erhöht werden soll.

Insgesamt bleibt festzuhalten, daß die Anzahl gefundener Haufen auch bei Berücksichtigung ausgeschlossener Regionen, welche i. allg. eine sehr komplexe Topologie aufweisen, gut mit der Größe der untersuchten Fläche korreliert. Der erkennbare Trend zu einer im Vergleich zum Flächenanteil der Ausschlußregionen kleineren Änderung der Haufenanzahl ist hingegen nicht signifikant. Allerdings ist auch bei dieser Untersuchung zu erkennen, daß ergänzende Kriterien bezüglich der Zusammenfassung der Haufenkandidaten mehrerer Suchdurchgänge sinnvoll sind, um die Signifikanz der Gesamtstichprobe zu erhöhen. Neben der Forderung nach dem mehrfachen Nachweis eines Kandidaten in einem Entfernungsbereich erweist sich hier auch ein abgeschwächtes Kriterium als hilfreich, welches mehrfache Detektionen für verschiedene Entfernungen zuläßt.

5.2.3 Vergleich mit einem *Matched-filter*-Algorithmus

Neben den beiden internen Tests, die in den vorangegangenen Abschnitten dargestellt werden, ist ein Vergleich des hier verwandten Suchalgorithmus mit einem weiteren Verfahren sinnvoll, um eine relative Aussage zu dessen Effizienz machen zu können. Hierbei ist es wünschenswert, einen aktuellen und elaborierten Algorithmus zu verwenden, um möglichst hohe Anforderungen an das hier entwickelte Suchverfahren stellen zu können.

Da die vorliegenden simulierten Daten in der ursprünglichen Form für den Test des *Adaptive-matched-filter*-Algorithmus (AMF) [44] generiert wurden, bietet sich dieser Algorithmus als Referenz an. Bei identischer Datengrundlage kann die Gegenüberstellung der beiden Verfahren unmittelbar erfolgen, ohne eine möglicherweise aufwendige Adaption

oder Parameteroptimierung eines weiteren Algorithmus an die Simulation vornehmen zu müssen. Somit ist es allerdings notwendig, an dieser Stelle auf den ursprünglichen simulierten Datensatz mit der beschränkten Grenzgröße jedoch ohne Photometriefehler und ohne Ausschlußregionen zurückzugreifen, um die Untersuchung tatsächlich auf identischer Grundlage durchzuführen.

Wegen der kleineren Grenzgröße der ursprünglichen Simulation muß die Galaxienhaufensuche hier auf die Entfernungsbereiche D1 bis D3 beschränkt werden, für die wiederum die Zellgrößen aus Tabelle D.1 Anwendung finden. Um dem Datensatz keine zusätzlichen Informationen hinzufügen zu müssen, erfolgt die notwendige Helligkeitsauswahl ausschließlich über das R_F -Band und die hierfür in Tabelle D.2 dokumentierten Werte. Aufgrund der Ergebnisse aus Kapitel 5.2.1 wird hier erneut auf die Verwendung von weitergehenden Auswahlkriterien bezüglich der Objektfarbe verzichtet. Die Suchdurchgänge erfolgen jeweils mit dem Parameter $rs_{max} = 4$, so daß die vollständige Fläche des Datensatzes verwandt wird.

Die in diesen Durchgängen gefundenen Kandidaten werden nach demselben Verfahren zusammengefaßt, welches schon im vorangegangenen Abschnitt beschrieben wurde: Zunächst werden die Kandidaten aus den vier Zellgrößen eines Entfernungsdurchganges und anschließend diese Zwischenergebnisse aus den verschiedenen Entfernungsbereichen vereinigt. Das einzige Kriterium für den Zusammenschluß ist hierbei jeweils das Auftreten wenigstens einer gemeinsamen Galaxie in den entsprechenden Objektlisten. Die zusammengefaßte Galaxienhaufenliste enthält wiederum die Informationen zu der Häufigkeit der Nachweise, so daß diese Stichprobe leicht auf mehrfach detektierte Kandidaten beschränkt werden kann.

Das Ergebnis dieser Haufensuche mit dem in Kapitel 4 dargestellten Suchalgorithmus wird in Abbildung 5.4 sowie der Tabelle 5.5 dem entsprechenden mit dem *Adaptive-matched-filter*-Algorithmus [44] ermittelten Resultat gegenübergestellt. Für das hier entwickelte, neue Verfahren werden die verschiedenen Nachweishäufigkeiten unterschieden und die Bezeichnungen aus der Tabelle 5.4 übernommen: N steht für die Anzahl aller Kandidaten, M_{all} für die Summe aller mehrfach detektierten Galaxienhaufen und M für die Anzahl der in einem Entfernungsbereich mehrfach gefundenen Haufenkandidaten. Für das AMF-Verfahren werden die Ergebnisse bezüglich der ergänzend zur projizierten Position herangezogenen Rotverschiebungsinformation [44] aufgeschlüsselt: Der Index an der die Anzahl gefundener Haufen repräsentierende Größe O bezeichnet jeweils den zugrundegelegten mittleren Fehler der Rotverschiebungsdaten σ_z . Die entsprechenden Ergebnisse beruhen auf Haufensuchen, welche dreidimensionale ($\sigma_z \approx 0,05$), quasi zweieinhalb- ($\sigma_z \approx 0,15$) und effektiv zweidimensionale Daten ($\sigma_z \rightarrow \infty$) analysierten.

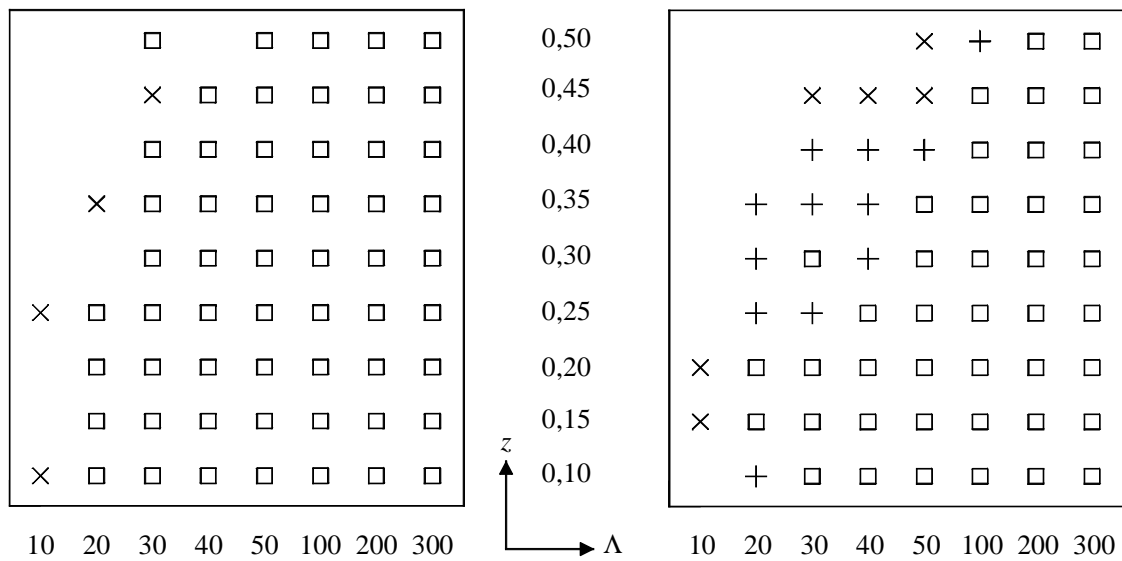


Abb. 5.4: Ergebnisse des neuen Suchalgorithmus (links, mit Symbolen analog Abb. 5.3) und des AMF-Verfahrens [44] (rechts), für das der größte Rotverschiebungsfehler angegeben ist, bei dem ein Haufen noch gefunden wird: $\sigma_z \approx 0,05$ (\times), $0,15$ (+) bzw. ∞ (\square).

Tab. 5.5: Gegenüberstellung der Suchergebnisse der beiden konkurrierenden Haufen-Suchverfahren.

	neuentwickeltes Verfahren			AMF-Algorithmus		
	N	M_{all}	M	$O_{0,05}$	$O_{0,15}$	O_{∞}
Detektionen von Haufen	60	56	56	59	54	42
Rauschdetektionen	3	0	0	0	0	0

Betrachtet man das Ergebnis des *Matched-filter*-Algorithmus genauer, so wird dessen Abhängigkeit von einer präzisen Rotverschiebungsinformation deutlich: Fehlt die Entfernungsangabe ($\sigma_z \rightarrow \infty$) oder ist sie z. B. wegen der Ableitung aus photometrischen Daten mit einer großen Unsicherheit behaftet ($\sigma_z = 0,15$), so werden entfernte Haufen nur gefunden, wenn sie sehr galaxienreich sind. Für den Vergleich der neuen Suchmethode mit dem AMF-Verfahren ist dessen Resultat für $\sigma_z \rightarrow \infty$ heranzuziehen, da nur in diesem Fall die identische Datengrundlage untersucht wurde. Allerdings ist darüber hinausgehend auch die Gegen-

überstellung mit dem entsprechenden $\sigma_z \approx 0,05$ -Ergebnis aufschlußreich, bei dem der größte Unterschied hinsichtlich der genutzten Eingangsinformation besteht.

Der erste Vergleich der Ergebnisse der beiden konkurrierenden Suchverfahren auf derselben Grundlage zeigt unmittelbar den Vorteil des neuen Algorithmus, der auch unter Berücksichtigung der ergänzenden Zusammenfassungskriterien deutlich mehr Kandidaten wiederfindet als das *Matched-filter*-Verfahren. Galaxienhaufen mittlerer Größe werden bis in $\Delta z \approx 0,2$ größere Entfernungen nachgewiesen, was die Vollständigkeit der Stichprobe für Rotverschiebungen $z \geq 0,3$ deutlich erhöht. Die Gegenüberstellung mit dem Resultat des *Matched-filter*-Algorithmus, welches auf der zusätzlichen Verwendung der Entfernungsinformation mit kleinem Fehler $\sigma_z \approx 0,05$ basiert, verdeutlicht die Leistungsfähigkeit der neuentwickelten Dichtekarten-Methodik: Qualitativ gibt es für mittlere und reiche Galaxienhaufen keinen Unterschied in der Detektionseffizienz, lediglich bei galaxienarmen Haufen ist der AMF-Algorithmus offenbar etwas erfolgreicher.

Bei dieser vergleichenden Beurteilung der beiden Methoden ist allerdings zu berücksichtigen, daß das *Adaptive-matched-filter*-Verfahren zu jedem gefundenen Kandidaten einen Erwartungswert für die Haufengröße und -rotverschiebung ermittelt [44]. Auch für Datensätze, die keine Entfernungsinformation enthalten, kann daher die Verwendung des AMF-Verfahrens vorteilhaft sein, wenn die Stichprobe ohne Nachbeobachtungen bezüglich dieser kosmologisch relevanten Größen untersucht werden soll. Ist das Ziel allerdings die Erstellung einer auch bei höheren Rotverschiebungen möglichst vollständigen Haufenliste, die für weiterführende Nachuntersuchungen bereitgestellt werden soll, so ist zumindest bei zweidimensionalen Daten der hier entwickelte Algorithmus zu bevorzugen. Da diese Datensätze weniger Beobachtungsaufwand erfordern und somit leichter verfügbar sind, ist eine breite Einsatzmöglichkeit für das neue Verfahren gegeben.

6 Ergebnisse

Beim Erwachen sah ich nichts als das tiefe Becken des Nachthimmels, denn ich lag mit ausgebreiteten Armen rücklings auf einem Dünengrat und sah ins Sternengewimmel. Ich war mir damals noch nicht so recht klar, wie tief dieses Meer ist, und so faßte mich der Schwindel, als ich es plötzlich entdeckte. Ich fand keine Wurzel, an die ich mich klammern konnte, und kein Dach und kein Zweig waren zwischen diesem Abgrund und mir. Ich war schon losgelöst und begann hineinzufallen wie ein Taucher ins Meer...

Antoine de Saint-Exupéry, Wind, Sand und Sterne

6.1 Die Galaxienhaufen-Stichprobe

Die Bereitstellung der neuen Stichprobe von Galaxienhaufen erfordert zunächst die Erzeugung der eigentlichen Kandidatenliste, die von der Untersuchung der simulierten Daten und den dort gemachten Erfahrungen profitieren kann. Über diese Stichprobengenerierung hinausgehend, ist es allerdings auch wünschenswert, Abschätzungen sowohl für die Rotverschiebungen der Kandidaten als auch für den Anteil fehlerhafter Einträge angeben zu können, die den Nutzen des Kataloges für alle zukünftigen Verwendungszwecke erhöhen. Die folgenden Abschnitte umfassen daher sowohl die Haufensuche als auch die Bereitstellung einer Rotverschiebungs- und Fehlerabschätzung.

6.1.1 Erstellung der Kandidatenliste

In die Erzeugung des Haufenkataloges für den *Stack* fließen alle Erkenntnisse ein, die durch die Untersuchung des simulierten Datensatzes gewonnen wurden: Die eigentliche Suche der Kandidaten erfolgt mittels mehrerer Durchgänge für die Entfernungsbereiche D1, ..., D5, jeweils unter Verwendung der in den Tabellen D.1 bzw. D.2 angegebenen Zellgrößen und Helligkeitsgrenzen. Alle weiteren Parameter des Suchalgorithmus werden auf die Standardwerte gesetzt (vgl. Kapitel 4.3), so daß insbesondere alle Ausschlußregionen berücksichtigt werden.

Die Zusammenfassung der einzelnen Kandidatenlisten erfolgt wiederum zunächst für jeden der Bereiche D1 bis D5 über die vier verschiedenen Zellgrößen und erst in einem zweiten Schritt über die fünf Entfernungsbereiche. Das einzige Kriterium für den Zusammenschluß mehrerer Detektionen ist auch hier das Auftreten mindestens einer gemeinsamen Galaxie in den entsprechenden Objektlisten. In diesem Prozeß der Zusammenfassung der einzelnen Suchergebnisse wird erneut die Anzahl der Nachweise für jeden Kandidaten ermittelt, so daß hiermit ein Maß für die Verlässlichkeit der einzelnen Detektionen vorliegt.

Der vereinigte Katalog wird nun entsprechend der Nachweisanzahl der Kandidaten in eine Haupt- sowie eine ergänzende Stichprobe geteilt. Der Hauptkatalog enthält die mindestens zweimal detektierten Galaxienhaufenkandidaten, wobei hier die schwächere Forderung herangezogen wird, welche auch mehrfache Nachweise bezüglich verschiedener Entfernungsbereiche zuläßt (vgl. Kapitel 5.2.2). Somit enthält der ergänzende Katalog potentielle Galaxienhaufen, die nur einmal nachgewiesen wurden und die daher eine erhöhte Wahrscheinlichkeit aufweisen, Detektionen von zufälligen Fluktuationen der Hintergrund-Galaxiendichte zu sein. Der Hauptkatalog umfaßt 296 Haufenkandidaten hoher Signifikanz, während die ergänzende Liste weitere 187 Einträge enthält.

Für jeden Kandidaten werden die Schwerpunkt-Plattenkoordinaten entsprechend der im Abschnitt 2.4 überprüften astrometrischen Kalibration des *Stack* in äquatoriale Koordinaten der Epoche 1950 transferiert. Von diesen Werten ausgehend sind nun sowohl die in die Epoche 2000 übertragenen äquatorialen als auch die galaktischen Koordinaten (System II) zugänglich, die in dem Galaxienhaufenkatalog und der ergänzenden Liste angegeben werden. Diese beiden Stichproben sind im Anhang E in separaten Tabellen zu finden, die neben den beiden Koordinaten noch verschiedene charakterisierende Größen zu den einzelnen Kandidaten beinhalten. Zur Abgrenzung von anderen Arbeiten und zur Identifikation der neuen Stichprobe in den Hauffennamen ist es wünschenswert, eine geeignete Kurzbezeichnung festzulegen. In Anlehnung an den verwandten Datensatz wird für diese Durchmusterung die Abkürzung DPCS (für engl.: *deep photographic cluster survey*) gewählt.

In Abbildung 6.1 ist eine subjektive Auswahl von acht Kandidaten aus der neuen Stichprobe von Galaxienhaufen dargestellt, die unterschiedliche Entfernungen repräsentieren. Die Bilder sind alle in derselben Größe wiedergegeben und haben jeweils eine Kantenlänge von $9,17'$. Einzelnen Bildern sind die Grenzen von korrespondierenden Ausschlußregionen in Blau überlagert, wobei aus Gründen der Übersichtlichkeit auf die Darstellung der häufig auftretenden Gebiete mit Beugungskreuzen um hellere Sterne verzichtet wird. Da die Markierung aller zu einem Kandidaten gehörenden Galaxien die Bilder sehr unübersichtlich machen würde, wird statt dessen jeweils der Umriß derjenigen Zellen dargestellt, die zu der Detektion des Galaxienhaufens beitragen.

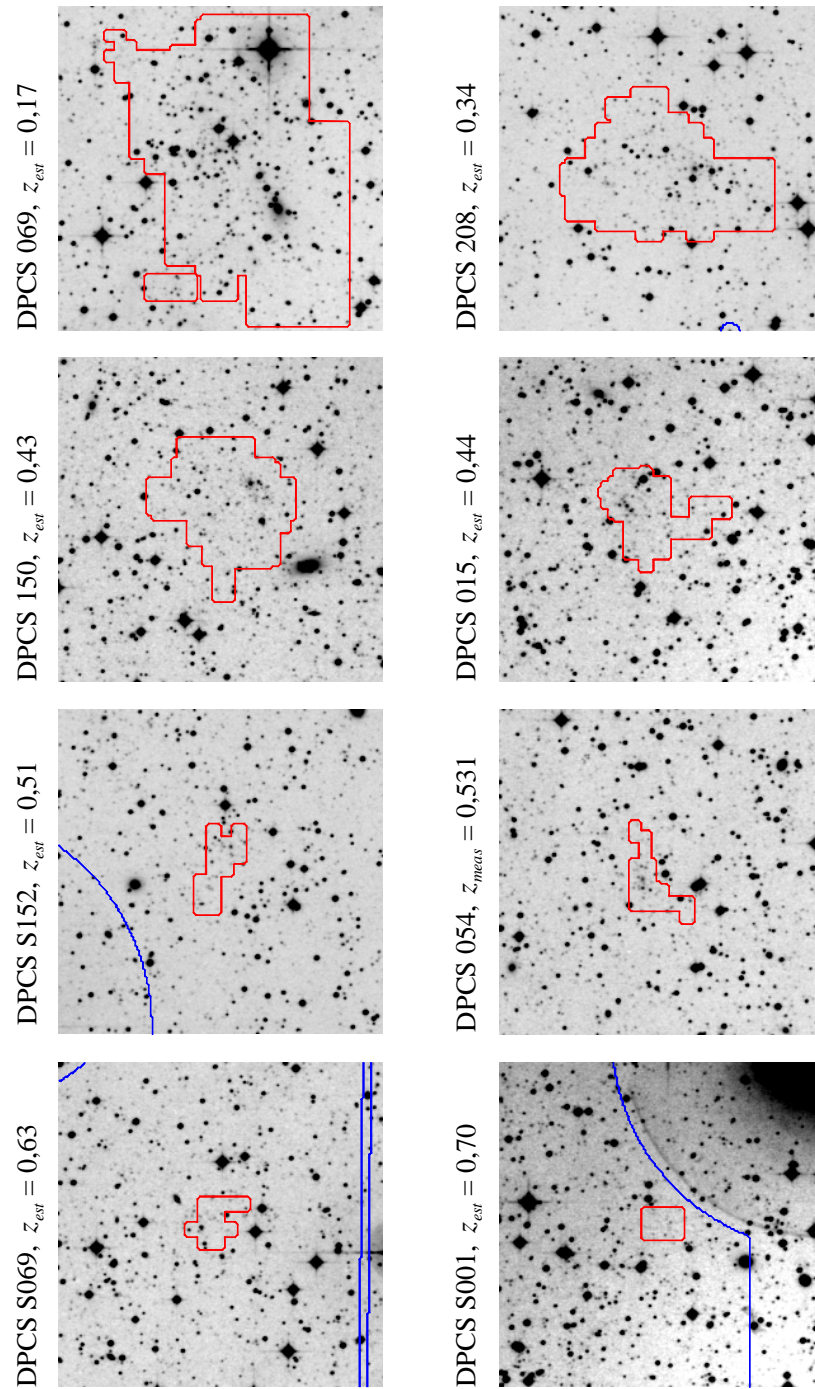


Abb. 6.1: R_r -Bilder einer Auswahl von Galaxienhaufenkandidaten. Blaue Markierungen bezeichnen die Grenzen zu ausgedehnten Ausschlußregionen, rote die detektierten Flächen der Kandidaten. Norden ist jeweils oben, Osten links.

6.1.2 Die Rotverschiebungsabschätzung

Wesentlich für den Nutzen des neuen Galaxienhaufenkataloges ist die Verfügbarkeit einer Rotverschiebungsschätzung für die einzelnen Kandidaten. Da der verwandte Suchalgorithmus keinen Erwartungswert für die Entfernungen liefert und da die photometrische Genauigkeit des *Stack* eine Ableitung dieser Information aus den Farben der Haufengalaxien nicht erlaubt, muß hier ein alternatives Verfahren entwickelt werden.

Diese Methode, eine Haufenrotverschiebung abzuschätzen, basiert auf der Korrelation der Helligkeit der zehnthellsten Galaxie in einem Haufen m_{10} mit dessen Rotverschiebung und wurde schon in den beiden ABELL-Katalogen für die Entfernungseinstufung verwandt [1, 2]. Eine direkte Übertragung dieser Beziehung auf die neu erstellte Haufenstichprobe ist allerdings nicht möglich, da die ursprünglichen Daten auf den Bereich bis $z \lesssim 0,2$ beschränkt und keine weiteren Daten für Galaxienhaufen bei größeren Rotverschiebungen verfügbar sind. Auch die Extrapolation dieser Beziehung ist wegen des großen zu überbrückenden z -Bereiches ausgeschlossen.

Aus der Literatur [2] kann eine mittlere V -Helligkeit der zehnthellsten Haufengalaxie für eine exemplarische Rotverschiebung entnommen und auf zunächst ein photographisches Band transferiert werden [53]. Unter Berücksichtigung der von z abhängigen B_J - R_F - und R_F - I_N -Farben (vgl. Abbildung D.2) wird dieser Referenzwert auf die beiden weiteren photographischen Bänder übertragen. Ausgehend von den aus theoretischen Modellen bekannten K - und Evolutionskorrekturen [48, 66] sowie dem Entfernungsmodul ist es nun möglich, die Helligkeit der zehnthellsten Galaxie in einem Haufen für einen großen Bereich an Rotverschiebungen abzuleiten. Da Galaxienhaufen reich an elliptischen Galaxien sind, ist es hierbei ausreichend, ausschließlich den HUBBLE-Typ E zu berücksichtigen. Diese Abschätzung hängt wegen des Entfernungsmoduls und der Evolutionskorrektur implizit von kosmologischen Parametern ab, die hier wiederum entsprechend Gleichung 5.3 gewählt werden.

Die für die drei Bänder des *Stack* ermittelten Zusammenhänge zwischen der charakteristischen Größe m_{10} und der Haufenrotverschiebung werden in Abbildung 6.2 dargestellt. Vergleicht man diese Kurven mit den Grenzgrößen des photographischen Datensatzes (s. Tabelle 3.3), so fällt auf, daß diese Methode im B_J -Band Abschätzungen bis zu Rotverschiebungen $z \approx 0,75$ erlaubt, während sie für R_F und I_N bis $z \approx 0,85$ bzw. $z \approx 0,80$ geeignet ist. Da die Objektliste allerdings auch Galaxien enthält, die nur in einem Band heller als die entsprechende Vollständigkeitsgrenze sind, ist es generell möglich, größere Rotverschiebungen zu ermitteln. Die angegebenen Werte sind daher zwar keine prinzipiellen Grenzen des Verfahrens, können aber einen Eindruck von der Reichweite dieser Abschätzung vermitteln.

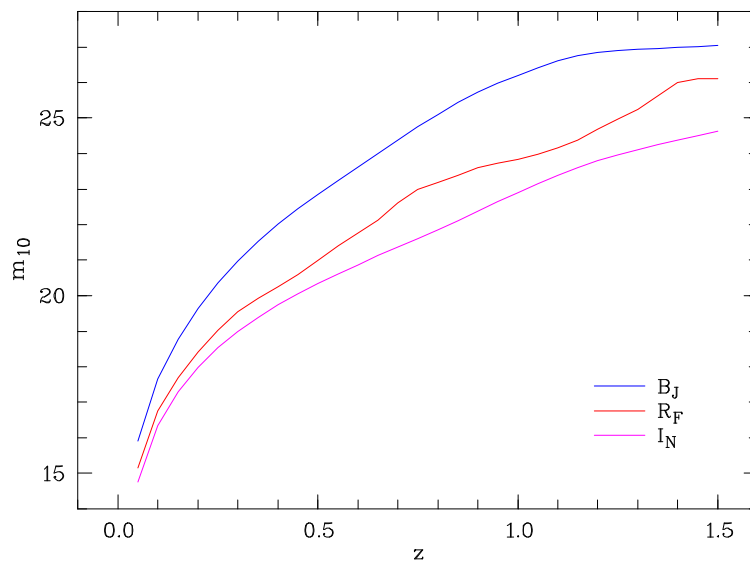


Abb. 6.2: Zusammenhang zwischen der Helligkeit der zehnthellsten Haufengalaxien und der Rotverschiebung für die Bänder B_J , R_F und I_N .

Mit der m_{10} - z -Beziehung ist es nun möglich, eine erwartete Rotverschiebung z_{est} für die einzelnen Galaxienhaufen der neuen Stichprobe abzuschätzen. Aus der Objektliste, die zu jedem Kandidaten existiert, wird zunächst für B_J , R_F und I_N die Helligkeit der in dem jeweiligen Band zehnthellsten Galaxie ermittelt und dazu verwandt, jeweils einen Erwartungswert abzuleiten. Auf diese Weise werden drei unabhängige Schätzwerte verfügbar, die dann ungewichtet gemittelt werden. Dieser mittlere Schätzwert der Rotverschiebung ist ebenfalls in den beiden Haufenkatalogen (s. Anhang E) angegeben, so daß diese wichtige Zusatzinformation unmittelbar verfügbar ist.

Es ist hierbei allerdings auf zwei wesentliche Probleme dieser Rotverschiebungsabschätzung hinzuweisen, die das Ergebnis systematisch beeinflussen können und deren primäre Ursache jeweils in dem verwandten Verfahren begründet ist, die charakteristische Helligkeit der Haufenkandidaten zu ermitteln. Wegen der fehlenden Möglichkeit, in dem zweidimensionalen Datensatz zwischen Haufen- und Feldgalaxien zu unterscheiden, erfolgt die Auswahl der zehnthellsten Galaxie aus der zu jedem Kandidaten existierenden Objektliste. Es ist daher nicht zu gewährleisten, daß die so ermittelte Helligkeit für den jeweiligen Kandidaten charakteristisch ist, weswegen u. U. deutliche Abweichungen zwischen der erwarteten und der tatsächlichen Rotverschiebung auftreten können. Wegen des Ermittlungsverfahrens ist es auch sinnvoll, die zehnthellste und nicht die hellste Haufengalaxie als Referenz zu verwenden, da letztere in besonderem Maße von den Problemen betroffen wäre.

Bei nahen Galaxienhaufen ist das Problem darüber hinaus zumindest teilweise in der Photometrie begründet, da hier wegen der Signalextraktion in einer festen Apertur möglicherweise eine Tendenz besteht, die Helligkeit ausgedehnter Galaxien zu unterschätzen (vgl. Kapitel 2.3.4). Wichtiger dürfte hier allerdings sein, daß nahe Haufen auch dann noch nachgewiesen werden, wenn die hellsten Galaxien nicht für die Suche herangezogen wurden, weil sie beispielsweise zu erheblichen Teilen in Ausschlußregionen liegen. In beiden Fällen ist es möglich, daß die ermittelte charakteristische Helligkeit zu klein ist, was tendenziell zu überschätzten Rotverschiebungen führt. Für ferne Haufenkandidaten besteht das Problem hingegen darin, daß der unvermeidliche Anteil von Feldgalaxien in der Objektliste von Vordergrundobjekten dominiert ist und daher eine Tendenz aufweist, heller als die Haufengalaxien zu sein. Die ermittelte Helligkeit der zehnthellsten Galaxien ist daher sehr wahrscheinlich zu groß, so daß die Rotverschiebungsabschätzung hier zu kleine Ergebnisse liefert.

Durch Anwendung der m_{10} - z -Beziehung auf die in dem simulierten Datensatz wiedergefundenen Galaxienhaufen kann die Qualität der Rotverschiebungsabschätzung überprüft werden. Für diesen Test werden die beiden zusammengefaßten Ergebnisse aus der Untersuchung zum Einfluß der Ausschlußregionen (vgl. Kapitel 5.2.2) herangezogen, deren Auswertung hier zusammen erfolgt, um die Datengrundlage zu vergrößern. Da für die simulierten Haufen die Entfernung bekannt ist, kann für jede Soll-Rotverschiebung z_{sim} unmittelbar eine statistische Auswertung der abgeschätzten Werte erfolgen. Hierbei ist zu beachten, daß bei $z_{sim} = 1,00$ nur ein simulierter Haufen wiedergefunden wurde, so daß keine Fehlerberechnung möglich ist. Es steht hier folglich nur die mittlere Standardabweichung $\overline{\sigma}_{z_{est}} = 0,087$ aus den verbleibenden z_{sim} -Werten als Fehlerabschätzung zur Verfügung. Bei $z_{sim} = 1,15$ existieren nur zwei Meßwerte, so daß die Berechnung des Fehlers eine sehr unsichere Grundlage hat. Da der berechnete mit dem mittleren Fehler korrespondiert, wird hier trotz der bedeutenden Unsicherheit auf den individuellen Wert zurückgegriffen.

In der Abbildung 6.3 werden die Mittelwerte und Fehler der Schätzung z_{est} im Vergleich zu der simulierten Haufenrotverschiebung dargestellt. Die erwarteten Abweichungen des Schätzergebnisses von der tatsächlichen Rotverschiebung sind unmittelbar zu erkennen: Bei nahen Haufen bis $z_{sim} \approx 0,3$ wird die Rotverschiebung leicht überschätzt, während sie bei ferneren Galaxienhaufen z. T. deutlich unterschätzt wird. Bemerkenswert ist hierbei, daß Haufen bei $z_{sim} \geq 0,5$ nur noch geringe Unterschiede in der ermittelten Entfernung aufweisen und daher über die m_{10} - z -Abschätzung kaum noch zu unterscheiden sind. Dieses Resultat spricht dafür, daß in der neuen Stichprobe ein deutlicher Anteil von Galaxienhaufen enthalten ist, der bei einem Erwartungswert von $z_{est} \geq 0,5$ tatsächlich weit größere Rotverschiebungen aufweist.

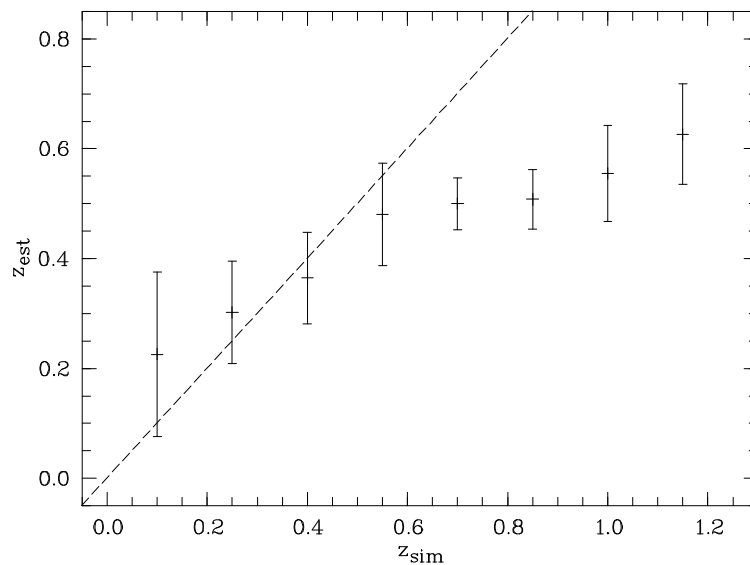


Abb. 6.3: Resultat der Rotverschiebungsabschätzung für die simulierten Galaxienhaufen aus Kapitel 5.2.2. Zum Vergleich ist die Identitätsgerade (gestrichelt) angegeben.

Wegen des in den beiden Intervallen $0,10 \leq z_{sim} \leq 0,55$ und $0,55 \leq z_{sim} \leq 1,15$ nahezu linearen Zusammenhangs zwischen der mittleren erwarteten und der simulierten Rotverschiebung ist eine Korrektur der abgeschätzten Werte denkbar. Problematisch ist bei dieser möglichen Revision, daß nur die Mittelwerte verbessert werden können, während gleichzeitig notwendigerweise die Streuung der korrigierten Rotverschiebungen deutlich erhöht wird. Das damit erzwungene Resultat für die Rotverschiebungsverteilung weist eine Analogie zum EDDINGTON-Effekt auf: Die Steigung bis zum Maximum der Verteilung ist größer und die Vollständigkeitsgrenze kleiner als es bei weniger fehlerbehafteten Werten der Fall wäre, was die Vergleichbarkeit der Daten beeinträchtigt. Außerdem würde diese Korrektur sowohl einigen nahen Haufen bei $z \lesssim 0,3$ eine Rotverschiebung zuweisen, die kleiner 0 und somit unphysikalisch ist, als auch vielen fernen Kandidaten bei $z \gtrsim 0,5$ z. T. deutlich zu große Erwartungswerte zuordnen. Aus diesen Gründen ist es sinnvoll, die ursprüngliche Rotverschiebungsabschätzung nicht zu korrigieren.

Eine weitere Möglichkeit, die Qualität der z -Abschätzung zu überprüfen, ist durch den Vergleich der Schätzwerte mit gemessenen Entfernungen gegeben. Zum einen bieten sich für diese Untersuchung bekannte Galaxienhaufen aus früheren Durchmusterungen an, die auch in der neuen Stichprobe enthalten sind (vgl. Kapitel 6.2) und für die ebenfalls bekannte Rotverschiebungen vorliegen [59]. Zum anderen lassen sich hierfür auch spektroskopische

Untersuchungen heranziehen, die an Kandidaten der neuen Durchmusterung durchgeführt wurden (s. Abschnitt 6.3). Aus diesen beiden Quellen liegen insgesamt zehn bekannte oder gemessene Rotverschiebungen vor, die mit der Abschätzung verglichen werden können, wobei allerdings neun Haufen Entfernungen bis $z_{meas} \approx 0,2$ aufweisen und nur ein Meßwert bei $z_{meas} \geq 0,5$ verfügbar ist.

In der Tabelle 6.1 werden die abgeschätzten Werte z_{est} den unabhängig ermittelten Rotverschiebungen z_{meas} gegenübergestellt. Neben der fortlaufenden Nummer der Haufen in der neuen Stichprobe (DPCS) werden ggf. vorhandene alternative Bezeichnungen aus dem ABELL- und APM-Katalog wiedergegeben (vgl. Kapitel 6.2). Darüber hinaus wird für die gemessenen Rotverschiebungen jeweils die Literaturreferenz angegeben; ein Verweis auf Kapitel 6.3 bezeichnet neu gemessene Werte.

Tab. 6.1: Vergleich der Rotverschiebungsabschätzung mit bekannten oder gemessenen Rotverschiebungen für zehn Galaxienhaufen.

DPCS	ABELL	APM	z_{est}	z_{meas}	Referenz
016	3755	647	0,181	0,140	Kap. 6.3
020	3756	644	0,111	0,076	[16]
044	S0928	651	0,177	0,066	[16]
049	3757	653	0,150	0,097	[16]
054	—	—	0,544	0,531	Kap. 6.3
070	S0933	657	0,170	0,099	[16]
195	3774	672	0,147	0,182	[16]
196	3775	673	0,119	0,105	[16]
217	3783	—	0,124	0,1955	[2]
S173	3800	696	0,219	0,099	[16]

Betrachtet man die neun Werte bei niedriger Rotverschiebung, so ist auch hier überwiegend der erwartete Trend zu erkennen, daß der Schätzwert größer ist als der Meßwert. Lediglich bei zwei dieser Galaxienhaufen liefert die Abschätzung zu kleine Ergebnisse, die durch zufällige Projektionen von Vordergrundgalaxien verursacht sein können. Bemerkenswert ist die Übereinstimmung von erwartetem und gemessenem Wert für den Haufen bei $z_{meas} = 0,531$, bei dem die Rotverschiebungsabschätzung ein nur unwesentlich zu großes

Ergebnis liefert. Da bei diesem hohen z nur ein einziges Wertepaar vorliegt, kann hier wegen der mangelnden Statistik keine Aussage zu einer Tendenz bezüglich der erwarteten Abweichung der Schätzwerte gemacht werden. Dieser eine Vergleichswert liegt allerdings vollständig im Rahmen der aus den Untersuchungen an den simulierten Daten gewonnenen Ergebnisse.

In der Tabelle 6.1 fällt weiterhin auf, daß alle zehn Schätzwerte z_{est} um deutlich weniger als $2 \cdot \overline{\sigma}_{z_{est}}$ von dem gemessenen Resultat z_{meas} abweichen. Dieses Ergebnis deutet möglicherweise darauf hin, daß entgegen der Abschätzung an den simulierten Daten die mittlere Streuung der geschätzten Rotverschiebungen für die DPCS-Stichprobe kleiner ist als $\overline{\sigma}_{z_{est}} = 0,087$. Wegen der bei nur zehn Wertepaaren begrenzten Aussagekraft ist hier allerdings keine genauere Abschätzung des Fehlers der Rotverschiebungsermittlung möglich. Der Befund, daß hier alle ermittelten Werte um weniger als $2 \cdot \overline{\sigma}_{z_{est}}$ von den Meßwerten abweichen, deutet jedoch darauf hin, daß die Untersuchung der Fehler mittels des simulierten Datensatzes zu einer konservativen Abschätzung führt.

Sowohl die Untersuchung der Simulation als auch der direkte Vergleich der abgeschätzten und gemessenen Werte zeigt, daß die Qualität des Schätzverfahrens zur Entfernungsbestimmung für die Haufenkandidaten befriedigend ist. Die in diesem Abschnitt entwickelte Rotverschiebungsabschätzung ist daher unter Berücksichtigung des mittleren Fehlers und der systematischen Abweichungen bei nahen bzw. fernen Galaxienhaufen ein nützliches Hilfsmittel für nachfolgende Untersuchungen an der neuen Galaxienhaufen-Stichprobe.

6.1.3 Der Anteil fehlerhafter Detektionen

Eine weitere wesentliche Information zu der Galaxienhaufen-Stichprobe betrifft die darin enthaltenen Einträge, die auf zufälligen Fluktuationen der Galaxienanzahl im Hintergrund beruhen. Diese Rauschdetektionen sind die unvermeidliche Konsequenz aus dem Wunsch, eine Stichprobe zu erzeugen, die ein großes Spektrum von Entfernungen und Größen umfaßt. Der Anteil fehlerhafter Einträge hängt von der Wahl der Suchparameter ab und wird um so größer, je mehr ferne und galaxienarme Haufen in dem Katalog enthalten sein sollen. Aus diesem Grund ist es wichtig, eine Abschätzung angeben zu können, die für jeden Datensatz und für jede Parameterwahl ein individuelles Ergebnis liefert.

Eine Methode zur Ermittlung des Anteils der Rauschdetektionen in einem Katalog beruht auf der Untersuchung vieler simulierter Datensätze, die vergleichbare Eigenschaften aufweisen müssen wie der reale Datensatz [63, 67]. Da dieses Verfahren nur einen indirekten Zugang zu der gesuchten Information bietet, besteht schon für verschiedene Eingangsdaten oder Auswahlkriterien die Notwendigkeit, die Untersuchung vollständig zu wiederho-

len. Im Gegensatz dazu wird hier eine grundlegend andere Methode verwandt, die für jeden einzelnen Suchdurchgang eine individuelle Abschätzung bereitstellt, welche als Zusatzinformation unmittelbar von dem Suchalgorithmus berechnet wird. Die hier verwandte Abschätzung beruht sowohl auf der Anzahl der untersuchten Zellen als auch auf der konkret realisierten Wahrscheinlichkeitsschranke $P_{m_{cell}}(k > k_{max})$, so daß alle Eingangsgrößen berücksichtigt werden, die einen Einfluß auf die Anzahl der fehlerhaften Detektionen haben (vgl. Kapitel 4.2).

Vorteilhaft ist diese Methode vor allem, weil sie für einen vereinigten Katalog auf Basis mehrerer Einzelsuchergebnisse mit differierenden Daten oder Suchparametern eine genaue Abschätzung der in der gesamten Stichprobe zu erwartenden Rauschdetektionen ermöglicht: Wegen des zufälligen Charakters fehlerhafter Nachweise ist anzunehmen, daß der überwiegende Anteil derselben keinen korrespondierenden Eintrag in weiteren Suchdurchgängen aufweist. Daher ist die zu erwartende Anzahl fehlerhafter Detektionen in einer vereinigten Galaxienhaufen-Stichprobe gleich der Summe aller Erwartungswerte in den zugrundeliegenden Suchdurchgängen.

Ebenso wie die Dichteschranke des Suchalgorithmus basiert auch diese Abschätzung der Anzahl von Rauschdetektionen auf der POISSON-Statistik, die nur für Zufallsverteilungen von Objekten gültig ist. Im Gegensatz zu dieser Annahme weisen reale Galaxienstichproben eine von Null verschiedene Winkelkorrelation auf (vgl. Kapitel 3.2), was definitionsgemäß bedeutet, daß sie nicht zufällig verteilt sind. Eine Korrelation führt zwar zu einer breiteren Verteilung der Zählergebnisse in den Zellen als im POISSON-Fall [50], ist andererseits jedoch unmittelbar Ausdruck der Tatsache, daß Galaxien Gruppen und Haufen bilden. Da die abgeschätzte Häufigkeit der Rauschdetektionen nicht die Anzahl zu erwartender Galaxienhaufen beinhalten darf, folgt allerdings unmittelbar die Notwendigkeit, diese Abschätzung nicht auf der realen Verteilungsfunktion zu begründen.

Eine Möglichkeit, die Brauchbarkeit dieser abgeleiteten Erwartungswerte zu überprüfen, bietet sich durch die in Kapitel 5.2 dargestellten Untersuchungen simulierter Daten. Da die simulierten Datensätze einen zufallsverteilten Hintergrund und überlagerte Haufengalaxien enthalten, sind sie direkt geeignet, diese auf der POISSON-Statistik beruhende Abschätzung zu überprüfen. Für den Vergleich der Erwartungswerte mit der tatsächlichen Anzahl fehlerhafter Detektionen werden die Suchergebnisse aus den Abschnitten 5.2.2 und 5.2.3 herangezogen, da für diese drei Suchen mit dem neuen Algorithmus eine vollständig zusammengefaßte Kandidatenliste vorliegt.

In der Tabelle 6.2 wird die abgeschätzte Anzahl von Rauschdetektionen N_{est} je drei direkt ermittelten Werten gegenübergestellt, die auf verschiedenen Suchen in den simulierten Datensätzen basieren. Diese Resultate sind den beiden Tabellen 5.4 und 5.5 entnommen und mit analogen Bezeichnungen versehen: N_{noise} beschreibt die Anzahl aller fehlerhaften

Detektionen, während $M_{noise, all}$ und M_{noise} die entsprechenden Größen für die Stichproben mit Forderung nach mehrfacher Detektion bzw. mehrfacher Detektion in einer Objektauswahl bezeichnen.

Tab. 6.2: Gegenüberstellung der Anzahl erwarteter und tatsächlich detektierter Rauschkandidaten für drei vollständige Suchdurchgänge in simulierten Daten.

	N_{est}	N_{noise}	$M_{noise, all}$	M_{noise}
Suche mit Ausschlußregionen, Kap. 5.2.2	11,7	28	10	7
Suche ohne Ausschlußregionen, Kap. 5.2.2	12,3	44	16	11
Vergleich mit AMF-Verfahren, Kap. 5.2.3	2,3	3	0	0

Vergleicht man die gemessenen Werte mit der Abschätzung, so fällt zunächst auf, daß die Anzahl aller Rauschdetektionen N_{noise} etwa um einen Faktor 2 bis 3 größer ist als der Erwartungswert N_{est} . Die Ursache für diese Abweichung ist vermutlich in den idealisierten Annahmen des Verfahrens zur Ableitung der Dichteschranke zu suchen: Zwar wandelt die Hintergrundkorrektur den lokalen in einen über den gesamten Datensatz mittleren Hintergrund um, jedoch kann diese Korrektur nicht die lokale Streuung der Hintergrunddichte anpassen. Die globale Dichteschranke wird allerdings aus der mittleren Objektdichte abgeleitet und ist daher ebenfalls für eine mittlere Streuung der Objektdichte ausgelegt. Dies führt dazu, daß in Regionen mit ursprünglich erhöhtem lokalen Hintergrund, wegen der größeren Unsicherheit der lokalen Galaxiendichte, eine erhöhte statistische Wahrscheinlichkeit besteht, zufällige Fluktuationen des Objekthintergrundes als Haufenkandidaten zu akzeptieren.

Demgegenüber ist in der Tabelle 6.2 eine gute Übereinstimmung der abgeschätzten Anzahl fehlerhafter Einträge N_{est} mit den in den Stichproben aus beliebig mehrfach detektierten Haufenkandidaten tatsächlich gefundenen Rauscheinträgen $M_{noise, all}$ festzustellen. Diese Vergleichbarkeit ($N_{est} \approx M_{noise, all}$) ist von besonderer Bedeutung, da der Hauptkatalog signifikanter Kandidaten mit demselben Zusammenfassungskriterium erstellt wurde. Somit ist der Erwartungswert direkt als Maß für den Anteil fehlerhafter Einträge in dieser Galaxienhaufen-Stichprobe zu verwenden. Für Stichproben, die auf mehrfacher Detektion der Kandidaten in einer Objektauswahl basieren, gibt die Abschätzung N_{est} einen zu großen Wert an, so daß von einer etwa 25 % kleineren Kontamination M_{noise} des entsprechenden Kataloges ausgegangen werden kann.

Die nach demselben Verfahren abgeschätzte Anzahl der Rauschdetektionen für die DPCS-Stichprobe beträgt $N_{est} = 36,1$. Sie ist somit bezogen auf die von dem Datensatz abgedeckte Grundfläche um rund 50 % größer als die beiden in der vergleichbar tiefen Simulation ermittelten Werte. Diese Differenz unterstreicht noch einmal die Notwendigkeit einer für konkrete Galaxienhaufensuchen individuell ermittelten Abschätzung, deren Qualität über ähnliche simulierte Daten allein nicht zu erreichen ist.

Ausgehend von dem Schätzwert sind mit den Ergebnissen, welche aus dem Vergleich der geschätzten und gemessenen Werte in Tabelle 6.2 gewonnen wurden, die Anzahl von Rauschdetektionen in dem gesamten DPCS-Katalog $N_{noise} \approx 3 \cdot N_{est} \approx 108$ und die entsprechende Anzahl für die Hauptstichprobe $M_{noise, all} \approx N_{est} \approx 36$ zugänglich. Die Differenz $N_{noise} - M_{noise, all} = 72$ korrespondiert mit der in der ergänzenden Stichprobe zu erwartenden Menge fehlerhafter Einträge. Auf Grundlage dieser Werte ist die erwartete relative Kontamination der beiden Kataloge zugänglich, sie beträgt für die Hauptstichprobe mit hoher Signifikanz rund 12 % und für die ergänzende Stichprobe weniger als 40 %. Somit wird der Hauptkatalog erwartungsgemäß von Galaxienhaufen dominiert, und auch in der weniger signifikanten Ergänzung ist noch ein bedeutender Anteil realer Haufen zu erwarten.

6.2 Identifikation bekannter Galaxienhaufen

Ein Vergleich der Galaxienhaufen aus der oben vorgestellten Stichprobe mit den aus früheren Arbeiten bekannten ist sowohl für den aktuellen Katalog wie auch für die schon bestehenden Haufenstichproben von Interesse. Während für die neue Stichprobe die Vollständigkeit bezüglich der bekannten Haufen im Mittelpunkt steht, ist im Umkehrschluß auch eine Aussage zu der Verlässlichkeit der Auswahlverfahren früherer Arbeiten möglich.

Grundlegend für die Identifikation bekannter Galaxienhaufen in dem neuen Katalog ist eine vollständige Referenzliste dieser Haufen in der vom *Stack* abgedeckten Himmelsregion. Da die Zusammenstellung einer solchen Referenzliste aus der Originalliteratur sehr aufwendig und fehleranfällig ist, wird hier auf die NASA/IPAC *Extragalactic Database* (NED) [59] zurückgegriffen, in der 30 bekannte Galaxienhaufen dokumentiert sind. Siebzehn dieser Einträge stammen aus dem südlichen ABELL- [2] und elf weitere aus dem APM-Katalog [16]. Die beiden verbleibenden Haufen stammen aus zwei weiteren Stichproben, die nach den Namen der Autoren mit AM [4] bzw. VMF [85] bezeichnet werden. Diese zwei Arbeiten sind allerdings bezüglich der Fläche des *Stack* nicht vollständig und eignen sich daher nicht für einen Vergleich mit dem neuen Galaxienhaufenkatalog.

Bei der Referenzliste ist zu berücksichtigen, daß Überschneidungen der Kataloge nur teilweise korrigiert sind, so daß noch einige Mehrfacheinträge in der Referenzliste vorkommen. Diese in der Liste verbliebenen Doppelnennungen betreffen ausschließlich den ABELL- und APM-Katalog und sind daher leicht einzugrenzen, da hierbei direkt auf die in der APM-Liste angegebenen Haufenradien zurückgegriffen werden kann. Vier APM- und ABELL-Haufen, die höchstens einen APM-Radius von einander entfernt sind, werden hier ebenfalls als identische Galaxienhaufen angesehen. Effektiv sind damit noch 26 bekannte Galaxienhaufen in der Referenzliste enthalten.

Die Identifikation eines schon bekannten Eintrags in der neu erzeugten Galaxienhaufen-Stichprobe erfolgt über die in das Plattensystem des *Stack* übertragenen Koordinaten der Referenzhaufen. Diese werden mit den Schwerpunkten und Standardabweichungen der Objektpositionen jedes Kandidaten verglichen, um das Gegenstück in dem aktuellen Katalog einzugrenzen, wobei ein 7σ -Kriterium notwendig ist, um die mögliche Beeinflussung der Positionsdaten durch Ausschlußregionen zu berücksichtigen. Durch eine anschließende visuelle Inspektion von bis zu vier ausgewählten Kandidaten ist unter Berücksichtigung der Eigenschaften der in der Literatur dokumentierten Stichproben meist eine eindeutige Zuordnung zu einem bekannten Galaxienhaufen möglich.

Tab. 6.3: Vollständigkeit der neuen Stichprobe bezüglich der bekannten Galaxienhaufen im Bereich des *Stack*.

Katalog	bekannte Haufen	identifizierte Haufen	Vollständigkeit / %
ABELL	17	15	88
APM	17	13	76
AM	2	2	100
VMF	1	0	0

In der Tabelle 6.3 wird die Anzahl aller Galaxienhaufen der vier Referenz-Stichproben angegeben, so daß eine Betrachtung der Vollständigkeit für diese Kataloge möglich wird. Da an dieser Stelle alle Mehrfacheinträge aufgeschlüsselt werden, weicht die Summe der bekannten Haufen von der oben angegebenen Anzahl der NED-Einträge nach oben ab: Zehn der ABELL-Galaxienhaufen sind ebenfalls in der APM-Stichprobe enthalten, während ein weiterer mit einem AM-Haufen korrespondiert. Außerdem sind in dieser Tabelle die Anzahl der jeweils wiederentdeckten Haufen und die aus den beiden Werten abgeleiteten Vollständigkeitswerte dokumentiert.

Diese Werte beziehen sich auf die gesamte Grundfläche des photographischen Datensatzes und stellen daher untere Grenzen der Vollständigkeit dar. Schließt man die Einträge der Referenzliste aus, die mit ausgedehnten Ausschlußregionen zusammenfallen, so entfallen der röntgenselektierte VMF- und ein ABELL-Haufen, womit die Vollständigkeit bezüglich der letzteren Stichprobe auf 94 % steigt. Der somit einzige mit dem neuen Algorithmus nicht detektierte Galaxienhaufen von ABELL (Nr. 3772) wird als locker verteilte Ansammlung von Galaxien beschrieben [2]. Daher handelt es sich hierbei möglicherweise um eine zufällige Anhäufung von Objekten, die wegen der Hintergrundkorrektur und der aus statistischen Überlegungen abgeleiteten Dichteschranke mit dem neuen Suchverfahren korrekterweise nicht mehr als Haufenkandidat ermittelt wird.

Bezüglich des APM-Katalogs ist die Untersuchung der neuen Stichprobe nicht direkt durch ausgedehnte Ausschlußregionen beeinflusst, so daß die in der Tabelle 6.3 angegebene Vollständigkeit von 75 % eine realistische Einschätzung widerspiegeln sollte. Bemerkenswert ist zunächst, daß alle zehn ebenfalls in der ABELL-Stichprobe vorkommenden APM-Haufen in dem neuen Katalog enthalten sind, so daß nur vier von sechs ausschließlich im APM-Katalog enthaltenen Galaxienhaufen nicht nachzuweisen waren. Zwei dieser nicht gefundenen Kandidaten liegen in der Umgebung großer, ausgeschlossener Bereiche, einer der beiden zusätzlich in der Nähe eines dominanten Nachbarhaufens, so daß für kontrastarme Ansammlungen von Galaxien eine Beeinflussung des Suchergebnisses möglich ist.

Die beiden verbleibenden, mit dem neuen Algorithmus ebenfalls nicht detektierten Haufen liegen am Rand einer sehr ausgedehnten Struktur, die vier weitere ABELL-Haufen in einem Gebiet von ca. $1,4^\circ \cdot 1,0^\circ$ Größe umfaßt. Vier von den zusammen sechs Galaxienhaufen in dieser großräumigen Struktur weisen hierbei eine ähnliche Rotverschiebung im Bereich $0,93 \leq z \leq 0,99$ auf [16]. Es ist daher wahrscheinlich, daß der nicht erfolgte Nachweis dieser beiden APM-Haufen auf der gleitenden Korrektur des Hintergrundes beruht, die einer derart großen physikalischen Struktur in der Galaxienverteilung folgt und sie zumindest teilweise ausgleicht. Andererseits ist hier wegen der ähnlichen Rotverschiebungen anzunehmen, daß diese beiden APM-Kandidaten eine Einheit mit den benachbarten ABELL-Haufen bilden. Der unterbliebene Nachweis kann also auch positiv bewertet werden, da eine zusammenhängende Struktur nicht in viele Teileinheiten aufgelöst wird.

Die primäre Ursache dieser Differenzen zwischen den Stichproben ist in den Auswahlkriterien der angewandten Suchalgorithmen zu finden. Während die Ausdehnung der Haufen in der APM-Stichprobe auf einen maximalen Radius von $0,5' / z \leq r_C \leq 1,7' / z$ eingeschränkt wird, ist die Größe der Kandidaten in der für den *Stack* erstellten Stichprobe nur indirekt durch die lokale Hintergrundkorrektur sowie die statistisch abgeleitete Dichteschranke begrenzt. Aus diesem Grund hat der APM-Algorithmus keine Möglichkeit, großen Strukturen zu folgen und muß dieselben daher in mehrere kleinere Teile aufteilen.

Die 100%ige Vollständigkeit der neuen Galaxienhaufen-Stichprobe bezüglich der AM-Liste ist nicht überraschend, da dieser Katalog nur eine Auswahl auffälliger Assoziationen enthält. Aus demselben Grund ist die AM-Stichprobe jedoch auch unvollständig, so daß diesem Resultat neben der fehlenden statistischen Signifikanz auch keine bedeutende Relevanz zukommen kann.

Zusammenfassend ist hier festzuhalten, daß die neu erstellte Stichprobe bezüglich der bekannten Galaxienhaufen aus dem ABELL- bzw. APM-Katalog hohe Vollständigkeiten aufweist. Dieser Befund ist wichtig, weil die nahen Haufen aus prominenten Objekten bestehen und erhebliche Ausdehnungen aufweisen, was beides den Nachweis dieser Galaxienhaufen erschwerende Eigenschaften sind. Der große Anteil wiederentdeckter ABELL-Haufen spricht für die Qualität dieses noch nicht mit automatisierten Verfahren erstellten Kataloges [2] und demonstriert zugleich die Fähigkeit des neuen Algorithmus, reiche Haufen bis $z \lesssim 0,2$ vollständig zu detektieren. Auch die große Vollständigkeit bezüglich der APM-Stichprobe bestätigt die Verlässlichkeit des aktuellen Suchverfahrens. Die Hälfte der nicht nachgewiesenen Galaxienhaufen dieses Kataloges ist darüber hinaus durch die differierenden Selektionskriterien zu erklären, so daß der Unterschied zwischen den Stichproben nachvollziehbar ist.

6.3 Spektroskopische Untersuchungen

Spektroskopische Nachbeobachtungen mehrerer Galaxien gefundener Kandidaten bieten die sicherste Möglichkeit, das Vorliegen eines physikalischen Systems nachzuweisen. Vorteilhaft ist diese Methode insbesondere wegen charakteristischer Linien in dem Spektrum der Galaxien, welche die unmittelbare Bestimmung der Rotverschiebung sowohl von Haufen- als auch von Feldgalaxien ermöglichen. Der im Vergleich zu Direktbeobachtungen deutlich erhöhte Zeitbedarf der Spektroskopie ist allerdings ein wichtiges Hindernis bei der Untersuchung einer großen Anzahl entfernter Galaxienhaufen. Die notwendige Beschränkung auf einige wenige Objekte in dem Gesichtsfeld des Beobachtungsinstrumentes führt darüber hinaus dazu, daß statistische Aussagen über die Galaxienpopulation erst mit wiederholten Nachbeobachtungen desselben Kandidaten möglich werden.

Ziel der in diesem Abschnitt dargestellten spektroskopischen Untersuchungen ist einzig die Verifikation der untersuchten Kandidaten. Wegen der begrenzten Verfügbarkeit der Teleskopzeit beschränken sich diese Nachbeobachtungen auf eine exemplarische Auswahl weniger Kandidaten und auf jeweils eine kleine Anzahl von Galaxien. Die Objektauswahl

erfolgt in allen Fällen anhand der Notwendigkeit, möglichst viele potentielle Haufengalaxien auf einer Schlitzmaske für die Multiobjekt-Spektroskopie (MOS) positionieren zu können.

Die untersuchten Haufenkandidaten stammen, wegen der in vergleichsweise frühen Projektphasen verfügbaren Teleskopzeit, alle aus vorläufigen Varianten der Galaxienhaufen-Stichprobe. Drei derselben wurden mit dem Ziel ausgewählt, die Verlässlichkeit von Detektionen zu klären, die aufgrund der eingegebenen Objektliste und der ermittelten Ausdehnung Ähnlichkeiten zu ABELL-Haufen aufweisen. Die Auswahl dieser Haufenkandidaten erfolgte allerdings auf Grundlage einer Stichprobe, welche ohne die Korrektur der Hintergrund-Objektdichte und ohne die Berücksichtigung der Ausschlußregionen erstellt worden war. Darüber hinaus basierte diese Haufenliste nur auf rund einem viertel der Grundfläche des *Stack*, da diese Stichprobe ausschließlich für Testzwecke erzeugt und hierbei Rechenzeit eingespart werden sollte. Der vierte untersuchte Kandidat wurde aufgrund seiner Eigenschaften mit dem Ziel gewählt, einen ersten möglichst entfernten Galaxienhaufen nachzuweisen. Dieser Haufen war zwar schon mit der endgültigen Suchmethode gefunden worden, allerdings einer Stichprobe entnommen, die aufgrund differierender Zusammenfassungskriterien weder eine Signifikanzeinschätzung erlaubte noch eine Rotverschiebungsabschätzung enthielt.

Die drei nahen Galaxienhaufenkandidaten wurden während einer Beobachtungskampagne im August 1997 und der entferntere Kandidat im Juni 1998 am ESO 3,6 m-Teleskop auf La Silla, Chile, im MOS-Modus untersucht (vgl. Anhang A). Da bei diesen Beobachtungen zwar zwei ähnliche Instrumente (EFOOSC: ESO *Faint Object Spectrograph and Camera*), jedoch verschiedene Detektoren eingesetzt wurden, sind die beiden Konfigurationen in der Tabelle 6.4 kurz zusammengefaßt. Ergänzend sind hier auch die ESO-Bezeichnungen der verwandten Gitter angegeben, die jeweils mittlere Auflösungen erzielen und für den blauen bzw. roten Spektralbereich optimiert sind.

Tab. 6.4: Konfigurationen des ESO 3,6 m-Teleskops für die MOS-Beobachtungen.

	Gitter	Instrument	CCD
August 1997	B300, R300	EFOOSC 1	ESO # 26
Juni 1998	R300	EFOOSC 2	ESO # 40

Die Standardreduktion der Multiobjekt-Spektren umfaßt im Gegensatz zur Reduktion der CCD-Vergleichsaufnahmen für die photometrische Kalibration nur eine *Bias*-Subtraktion, die wiederum mit einem MPIAPHOT-Programm vorgenommen wird. Darüber hinaus ist eine Rotation der Bilder um -90° erforderlich, um dieselben für die weitere

Verarbeitung innerhalb des MIDAS-Kontextes LONGSLIT vorzubereiten. Für die Extraktion der Spektren werden neben den MOS-Aufnahmen für jede Maske individuelle *Flatfield*- und Wellenlängen-Kalibrationsaufnahmen herangezogen. Darüber hinaus erlaubt ein ergänzend gemessenes und reduziertes Spektrum eines spektro-photometrischen Standardsterns den Ausgleich der Wellenlängecharakteristik des Detektors, so daß für jeden Galaxienhaufenkandidaten relativ flußkalibrierte Objektspektren vorliegen.

Von den vier spektroskopisch untersuchten Kandidaten können drei durch die MOS-Beobachtungen mit jeweils drei Galaxien bei ähnlichen Rotverschiebungen nachgewiesen werden. Nicht verifiziert werden kann einer der drei nahen Haufenkandidaten, die auf einer ähnlichen Datengrundlage gesucht wurden wie die ABELL-Haufen. Für diesen Kandidaten liegen allerdings nur fünf Objektspektren vor, so daß mit diesen Daten noch nicht geklärt ist, ob tatsächlich kein physikalisches System vorliegt. Von den verifizierten Galaxienhaufen sind die beiden nahen ($z = 0,140$ bzw. $z = 0,141$) jeweils durch mehrere Spektrallinien und mit deutlichem Signal-Rausch-Verhältnis zweifelsfrei nachgewiesenen (vgl. Abbildung 6.4). Die auffallende Übereinstimmung dieser beiden Meßwerte kann nicht darauf zurückgeführt werden, daß hier zwei Regionen eines einzigen Haufens untersucht wurden: Die beiden gemessenen Galaxiengruppen weisen einen Winkelabstand von $\theta = 1,71^\circ$ auf, was bei dieser Rotverschiebung einer Separation von 8,43 ABELL-Radien entspricht.

Der entfernte Kandidat weist hingegen ein wesentlich kleineres Signal-Rausch-Verhältnis auf, so daß hier keine ähnlich eindeutige Zuordnung von Spektrallinien möglich ist. Die in dem unteren Teil der Abbildung 6.4 in der Mitte dargestellte Galaxie führt mit dem deutlichen Nachweis der emittierenden [O II]- sowie den absorbierenden Ca H- und K-Linien zu einer Rotverschiebungsmessung von $z = 0,535$. In Ergänzung zu diesem Meßwert erlauben zwei weitere Objekte die im wesentlichen auf den Signaturen der Ca H- und K-Linien basierende Interpretation, daß Galaxien bei $z = 0,529$ vorliegen. Diese Deutung wird zwar in einem Fall durch die angedeutete Absorption des G-Bandes und im anderen durch die der sich überlagernden Linien N III, He II und H δ gestützt, muß aber wegen des jeweils sehr geringen Signals mit Vorbehalt betrachtet werden. Allerdings wird die Interpretation, daß ein Galaxienhaufen bei $z \approx 0,53$ vorliegt, unabhängig davon durch die erst nachträglich verfügbar gewordene Rotverschiebungsabschätzung $z_{est} = 0,544$ (s. Abschnitt 6.1.2) gestützt.

Von den drei untersuchten Haufenkandidaten, welche Ähnlichkeiten mit ABELL-Haufen aufweisen, sind zwei nicht mehr in der aktuellen Stichprobe enthalten. Die Ursache hierfür ist in einem Fall klar auf die später eingeführten Ausschlußregionen zurückzuführen, da diese vorläufige Detektion vollständig in zwei sich teilweise überlappenden Streukreisen um helle Sterne liegt. Dieser ursprünglich detektierte Kandidat ist derjenige, welcher mittels der Spektroskopie nicht als physikalisches System nachgewiesen werden konnte, folglich

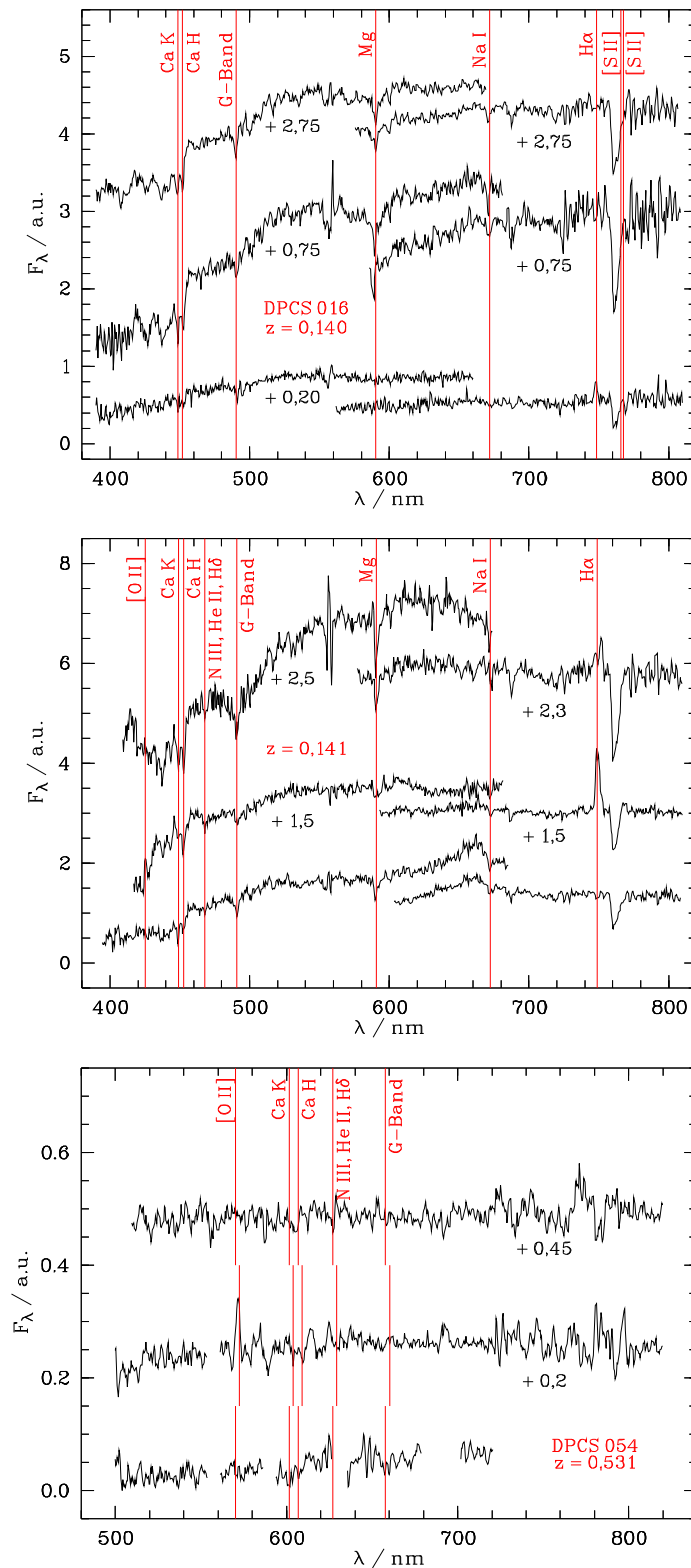


Abb. 6.4: Spektren der zum Nachweis der Haufen führenden Galaxien. Die identifizierten Linien werden für die Rotverschiebung des Galaxienhaufens dargestellt.

besteht die Möglichkeit, daß diese Detektion durch die lokal kontaminierte Objektliste verursacht oder beeinflußt wurde. In diesem Fall wäre es wahrscheinlich, daß hier tatsächlich kein Galaxienhaufen vorliegt, was allerdings nur durch weitere Nachbeobachtungen zu klären ist.

Der zweite nicht mehr in der DPCS-Stichprobe enthaltene Kandidat ist der spektroskopisch nachgewiesene Galaxienhaufen bei $z = 0,141$. Auch hier ist mit einem Streukreis um einen hellen Stern eine mit der Ausdehnung des Haufens vergleichbar große Ausschlußregion in unmittelbarer Nähe, auf die das Fehlen dieses Kandidaten in dem aktuellen Katalog zurückzuführen sein kann. Da der ausgeschlossene Bereich des *Stack* jedoch nicht mit dem benachbarten Galaxienhaufen überlappt, ist an dieser Stelle nur eine indirekte Beeinflussung des Suchergebnisses möglich: Die in Ausschlußregionen liegenden Zellen der Galaxien-Dichtekarte erfordern eine Korrektur der Zählergebnisse, die teilweise auf der mittleren Anzahl von Galaxien pro Zelle beruht, welche über den gesamten untersuchten Datensatz berechnet wird (vgl. Kapitel 4.1). Dieses Verfahren führt i. allg. dazu, daß die korrigierte Dichte von dem lokalen Hintergrund abweicht, so daß die nachfolgende Berechnung desselben für eine im Mittel unterdichtete Region zu große Werte liefert. Wegen des ausgedehnten Bereiches, über den der gleitende Hintergrund ermittelt wird, ist der Einfluß dieses Berechnungsverfahrens auf das Suchergebnis i. allg. zu vernachlässigen (vgl. Abschnitt 5.2.2). Dennoch ist in speziellen Fällen denkbar, daß kontrastarme Haufen nach der Korrektur der lokalen Hintergrunddichte nicht mehr nachzuweisen sind.

Der dritte nahe und ebenfalls spektroskopisch bestätigte Kandidat gehört zu den schon bekannten Galaxienhaufen und ist sowohl im ABELL- als auch im APM-Katalog enthalten. Die vor der Auswahl des Kandidaten vorgenommene Überprüfung des ABELL-Kataloges [2] anhand der dort für jeden Eintrag angegebenen Feldnummern zeigt die Übereinstimmung nicht, da dieser Galaxienhaufen eine andere Plattenreferenz trägt. Erst die Suche mittels der NED [59] nach bekannten Galaxienhaufen innerhalb der Feldkoordinaten des photographischen Datensatzes offenbart die vorliegende Identität. Da für diesen Kandidaten bisher keine Rotverschiebungsinformation vorlag und derselbe daher noch nicht spektroskopisch bestätigt war, ist die vorgenommene Verifikation für alle drei Kataloge gleichermaßen interessant.

Die spektroskopischen Nachbeobachtungen naher Haufenkandidaten sind vornehmlich wegen der Notwendigkeit durchgeführt worden, eine erste Variante des Galaxienhaufen-Suchverfahrens zu testen. Die Relevanz dieser Untersuchung ist insbesondere wegen der nachträglich eingefügten Ergänzungen inzwischen deutlich eingeschränkt. Allerdings weist der nicht nachgewiesene Kandidat u. U. auf die Notwendigkeit der Berücksichtigung ausgeschlossener Regionen hin, um die Homogenität der Objektstichprobe für die Haufen-suche zu erhöhen.

Die Untersuchung des fernen Galaxienhaufens wurde hingegen vorgenommen, um exemplarisch die Verlässlichkeit des Algorithmus für diese Systeme zu klären. Trotz des geringen Signal-Rausch-Verhältnisses der gewonnenen Spektren kann dieser Nachweis unter Einbeziehung der unabhängigen Rotverschiebungsschätzung als erbracht angesehen werden. Daß diese Spektren trotz der an einem Teleskop der 4 m-Klasse aufgewendeten reinen Integrationszeit von 4,5 h nur ein derart geringes Signal aufweisen, verdeutlicht die Notwendigkeit großer Teleskope, insbesondere des ESO VLT, für das Studium der fernsten Galaxienhaufenkandidaten in der DPCS-Stichprobe.

7 Diskussion

Was ihn antrieb, war einzig sein nimmermüdes Streben nach Wahrheit, gepaart mit seinem steten und fortwährend von ihm selber genährten Verdacht, daß die Wahrheit nie das sei, was sie in einem gegebenen Augenblick zu sein scheint.

Umberto Eco, Der Name der Rose

7.1 Eigenschaften der Stichprobe

Für zukünftige Anwendungen einer Galaxienhaufenliste ist einerseits ein elementares Verständnis der wesentlichen Eigenschaften derselben wünschenswert und andererseits auch die Differenzierung von konkurrierenden Stichproben unerlässlich. In diesem Abschnitt soll daher zunächst die Charakteristik des DPCS-Kataloges diskutiert werden, bevor im folgenden Kapitel eine vergleichende Beurteilung dieser neuen Haufenliste folgt. Bei der Darstellung der Eigenschaften ist insbesondere der Vergleich der signifikanten und ergänzenden Teile der aktuellen Stichprobe aufschlußreich, um die Unterschiede der beiden Kataloge zu beleuchten. Aus diesem Grund werden hier mehrere Histogramme für die Illustration der Charakteristik herangezogen, die jeweils einen gefüllten Teil für die Verteilung der signifikanten sowie einen offenen Bereich für den Beitrag der ergänzenden Liste beinhalten.

Eine wesentliche Eigenschaft des neuen Galaxienhaufenkataloges ist die Verteilung der Kandidaten bezüglich der geschätzten Rotverschiebung z_{est} , die in Abbildung 7.1 zu finden ist. Es ist zu erkennen, daß die signifikante Stichprobe bis etwa $z_{est} \approx 0,35$ und der gesamte Katalog bis $z_{est} \approx 0,45$ vollständig ist, wobei sich diese Aussage ohne die Kenntnis der tatsächlichen Rotverschiebungsverteilung auf das erste Maximum der ermittelten Verteilung bezieht. Die Ergebnisse aus der Untersuchung der simulierten Daten (Kapitel 5.2.2 und 5.2.3) weisen auf eine mit zunehmender Rotverschiebung kontinuierlich abnehmende Vollständigkeit hin, so daß die Angaben der Vollständigkeitsgrenzen als obere Schranken zu verstehen sind.

Die Abbildung 7.1 dokumentiert außerdem die maximale in der DPCS-Stichprobe vorkommende Rotverschiebung, die durch die Reichweite des angewandten Schätzverfah-

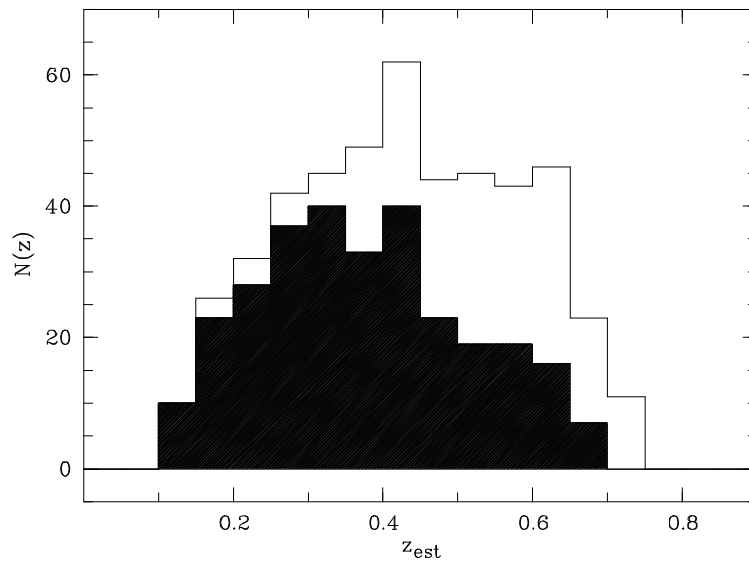


Abb. 7.1: Verteilung der geschätzten Rotverschiebungen der Haufenkandidaten. Gefüllte Bereiche beziehen sich auf die signifikante, offene auf die ergänzende Stichprobe.

rens bedingt ist. Wie bereits im Abschnitt 6.1.2 dargestellt wurde, weist dieses Verfahren eine Tendenz auf, große Entfernungen systematisch zu unterschätzen, so daß viele Kandidaten Rotverschiebungen aufweisen sollten, die jenseits der Grenze $z_{est} \approx 0,70$ bzw. $z_{est} \approx 0,75$ liegen. Hierbei ist auch der auffällige Unterschied zwischen der Hauptstichprobe und dem ergänzenden Katalog bedeutend, der durch den relativ größeren Anteil weniger signifikanter Einträge im Bereich $z_{est} \geq 0,4$ bedingt ist. Unter Berücksichtigung der durch die Rotverschiebungsschätzung verursachten Projektion entfernter Galaxienhaufen auf kleinere z_{est} -Werte, könnte die große Kandidatendichte in diesem Bereich durch einen bedeutenden Anteil tatsächlich wesentlich entfernterer Haufen verursacht sein. Diese These wird auch durch einen Vergleich der vorliegenden z_{est} -Verteilungen mit denen konkurrierender Stichproben gestützt (s. Kapitel 7.2), so daß dieselbe als wahrscheinliche Erklärung dienen kann.

Neben der Rotverschiebung der Kandidaten ist auch die Anzahl der Haufengalaxien eine wesentliche Grundlage für den Vergleich der beiden DPCS-Kataloge. In der Abbildung 7.2 ist die Anzahlverteilung der zur Detektion eines Kandidaten führenden Galaxien N_{gal} unter Berücksichtigung des lokalen Hintergrundes N_{bg} dargestellt. Es fällt auf, daß der überwiegende Anteil der ergänzenden Stichprobe aus Haufenkandidaten besteht, die weniger als 20

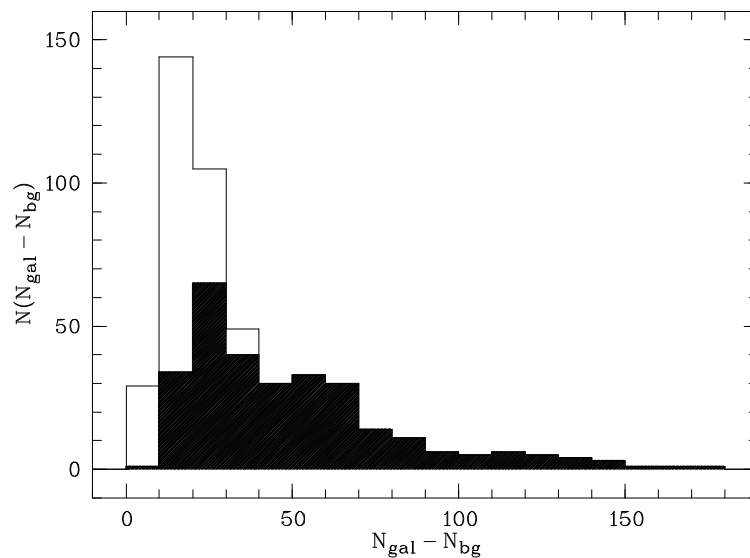


Abb. 7.2: Hintergrundkorrigierte Anzahlverteilung der Haufengalaxien. Gefüllte und offene Bereiche analog Abb. 7.1.

Objekte enthalten, während Galaxienhaufen mit mehr als 40 Mitgliedern ausschließlich zur signifikanten Liste gehören.

Somit setzt sich der ergänzende Katalog vornehmlich aus entfernten Kandidaten zusammen, die wenige Galaxien und damit einen geringen Kontrast zur Feldpopulation aufweisen. Dieses Verhalten deckt sich mit der Erwartung, da von zunehmend entfernten Galaxienhaufen ein immer kleiner werdender Anteil der Haufengalaxien innerhalb der Vollständigkeitsgrenze des *Stack* liegt, so daß deren Dichtekontrast notwendigerweise abnimmt. Da mit der Anzahl nachweisbarer Galaxien auch die Signifikanz der Detektion abnimmt, werden die entsprechenden Kandidaten mit zunehmender Wahrscheinlichkeit in die ergänzende Stichprobe aufgenommen.

Bei der von den Haufenkandidaten eingenommenen Grundfläche (Abbildung 7.3) ist zu bemerken, daß die meisten Einträge der ergänzenden Stichprobe mit einem Bereich von $A \leq 5 \text{ } \square'$ und somit überwiegend mit der minimalen Anzahl von Zellen detektiert wurden. Auch diese Eigenschaft ist zu erwarten, da für ferne und massearme Galaxienhaufen nur dann eine Möglichkeit des Nachweises besteht, wenn die entsprechenden Galaxien in einer kleinen Region vereinigt sind. Da die kleinen physikalischen Ansammlungen weniger Galaxien nicht oder nur schwer von zufälligen Projektionen zu unterscheiden sind, werden Kandidaten mit dieser Eigenschaft überwiegend dem ergänzenden Katalog zugeordnet.

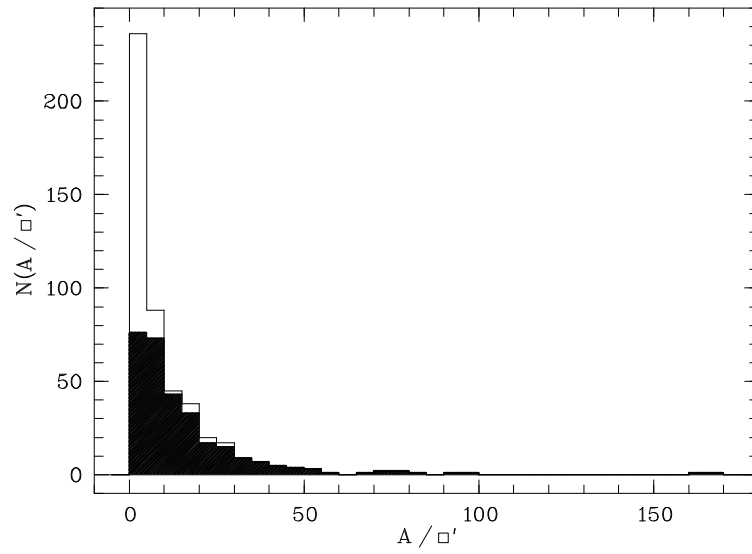


Abb. 7.3: Verteilung der Grundflächen der Haufenkandidaten. Gefüllte und offene Bereiche analog Abb. 7.1.

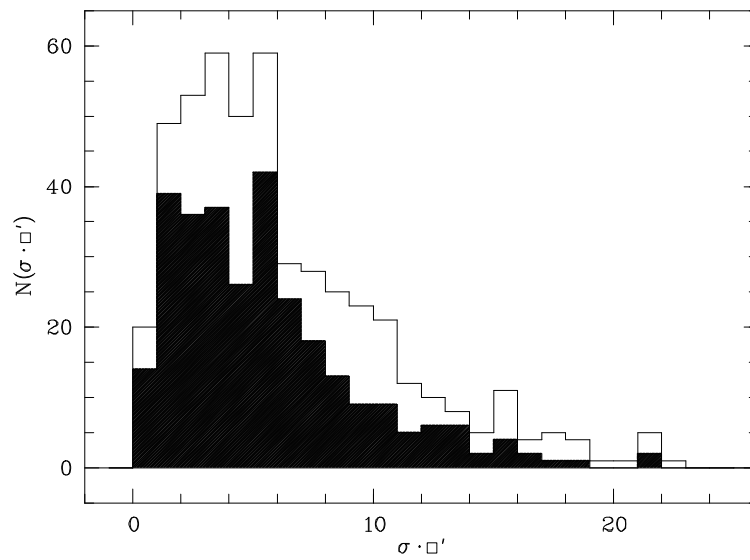


Abb. 7.4: Flächendichteverteilung für die DPCS-Kandidaten. Gefüllte und offene Bereiche analog Abb. 7.1.

Die auf Grundlage der korrigierten Galaxienanzahl und der Grundfläche der Kandidaten ableitbare Galaxien-Flächendichte ist in der Abbildung 7.4 zu finden. Während für die ergänzenden Kandidaten die beiden Eingangsgrößen vornehmlich kleine Werte aufweisen, ist hier dokumentiert, daß die Galaxiendichte keine eindeutige Unterscheidung der beiden Stichproben zuläßt. Dieser auf den ersten Blick überraschende Befund ist allerdings durch den neuen Suchalgorithmus bedingt, der aufgrund der statistischen Ableitung der Dichteschranke für verschiedene Dichten der eingegebenen Galaxienstichprobe eine einheitliche Nachweiswahrscheinlichkeit für Galaxienhaufen sicherstellt. Diese führt für zufällige und weniger signifikante Detektionen, die hauptsächlich in der ergänzenden Haufenliste enthalten sein sollten, zu einer ebenfalls festen Detektionswahrscheinlichkeit. Das Resultat dieser gekoppelten Wahrscheinlichkeiten ist das etwa konstant bleibende Verhältnis zwischen den Haupt- und den ergänzenden Kandidaten für alle Flächendichten.

In der Abbildung 7.5 sind die aus der Kovarianzellipse der Galaxienverteilung abgeleiteten Formparameter b/a und θ (vgl. Anhang E) dargestellt. Zunächst fällt hierbei auf, daß alle Kandidaten Objektverteilungen aufweisen, die durch eine deutliche Elongation gekennzeichnet sind. Dies bedeutet allerdings nicht, daß die von den Kandidaten eingenommenen Regionen elliptisch sind, sondern nur, daß die Verteilung der Haufengalaxien nicht sphärisch-symmetrisch ist. Da diejenigen Objekte einen großen Einfluß auf die Kovarianz haben, die vom Schwerpunkt der Verteilung weit entfernt sind, machen sich hier besonders die Randbereiche der Galaxienverteilung bemerkbar. Aus diesem Grund haben Ausschlußregionen eine potentiell große Bedeutung für die Größe b/a , da sie mit hoher Wahrscheinlichkeit nicht zentral mit einem Haufen überlappen, was unmittelbar zu einer scheinbar elongierteren Verteilung führt. Wesentlich ist an dieser Stelle, daß die beiden Histogramme für die Haupt- und die ergänzende Stichprobe keine wesentlichen Unterschiede erkennen lassen, so daß keine differierenden Einflüsse auf die beiden Galaxienhaufenlisten anzunehmen sind.

Die Verteilung des Parameters θ zeigt keine offensichtliche Vorzugsrichtung und auch eine genauere Analyse offenbart, daß alle Winkelintervalle für die signifikante und ebenso für die ergänzende Stichprobe mit einer Anzahl belegt sind, die im 2σ -Bereich um den Mittelwert liegt. Dies legt eine stochastische Ursache für die Elongation der Kovarianz-ellipsen nahe, da viele systematische Einflüsse, wie z. B. ein bevorzugter Gradient in der Korrektur der Hintergrunddichte, zu einer Vorzugsrichtung der Ellipse führen sollte. Da die Beugungskreuze um hellere Sterne häufig auftreten und daher mit praktisch allen Kandidaten zumindest teilweise überlappen, müssen die Ausschlußregionen neben einer intrinsischen Elongation der Galaxienhaufen als die wahrscheinlichste Ursache für die elliptischen Objektverteilungen angesehen werden.

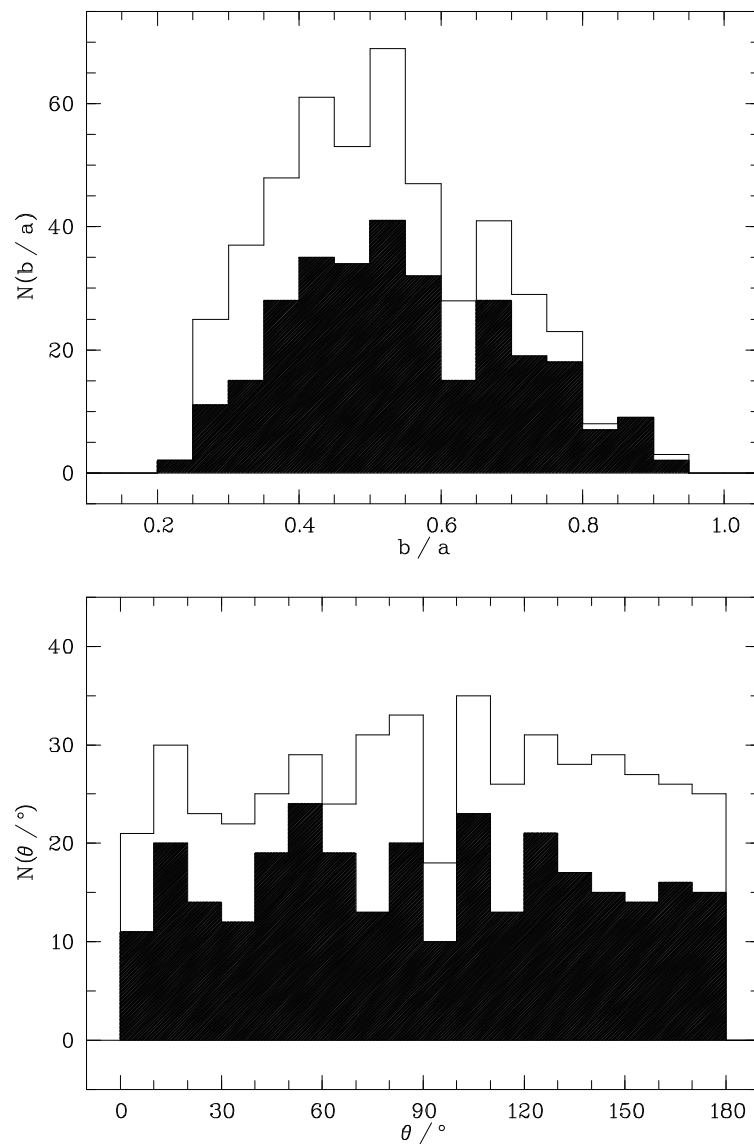


Abb. 7.5: Verteilungen der Halbachsenverhältnisse der Kovarianzellipsen (oben) und der Orientierungen der großen Halbachsen (unten). Gefüllte und offene Bereiche analog Abb. 7.1.

Der Formparameter b/a weist deutlich auf die Problematik hin, den Kontrast von Galaxienhaufen mittels sphärisch-symmetrischer Filterfunktionen erhöhen zu wollen. Zumindest für den vorliegenden Datensatz ist dieser Ansatz nicht optimal, da kein Kandidat eine sphärische Galaxienverteilung aufweist. Falls insbesondere lange, schmale Ausschlußregionen wie Satelliten- und Meteorspuren sowie Beugungskreuze für die dokumentierte

Elongation verantwortlich sind, ist eine derartige Filterung nicht notwendigerweise ungeeignet. Zumindest bei ausgeschlossenen Regionen großer Ausdehnung kann dieses Verfahren allerdings nachteilig sein, da die sphärische Symmetrie u. U. deutlich gestört ist.

7.2 Abgrenzung zu konkurrierenden Katalogen

Für die Beurteilung der Relevanz der neuen Galaxienhaufen-Stichprobe ist es zunächst notwendig, dieselbe mit konkurrierenden Katalogen zu vergleichen. Wesentliche Grundlage für diesen Vergleich sind die beiden aktuellen, ebenfalls auf visuellen Daten basierenden und mit einem automatischen Verfahren erstellten Stichproben des PDCS [67] und EIS [63, 64, 77]. Neben den zugrundeliegenden Datensätzen dieser Galaxienhaufenkataloge ist hierbei auch das angewandte Suchverfahren zu berücksichtigen, da dies die elementaren Grundlagen der Stichproben sind. Der Vergleich dieser beiden konkurrierenden Kataloge mit dem PDCS gibt hier weitere Aufschlüsse über die Bedeutung der neuen Galaxienhaufen-Stichprobe. Darüber hinausgehend ist allerdings auch eine vergleichende Beurteilung mit röntgenselektierten Galaxienhaufenkatalogen hilfreich, um die Relevanz der PDCS-Stichprobe beurteilen zu können.

Die Diskussion kann an dieser Stelle auf die PDCS- und EIS-Kataloge beschränkt werden, da alle anderen Arbeiten entweder auf Daten mit deutlich kleinerer Grenzgröße basieren, nicht objektiv selektiert wurden oder auf wenige spezielle Rotverschiebungen beschränkt sind, so daß die Vergleichbarkeit der Stichproben von vornherein nicht gegeben ist (vgl. Kapitel 1.3). Für die Erstellung einer Haufenstichprobe ist der zugrundeliegende Datensatz von elementarer Bedeutung, so daß schon der Vergleich dieser verschiedenen Grundlagen wichtige Aufschlüsse über die entsprechenden Kataloge gewährt. Zunächst weist der *Stack* eine uneingeschränkt nutzbare Fläche von $22,7 \square^\circ$ auf und ist damit im Vergleich zum PDCS ($5,1 \square^\circ$) um einen Faktor 4,45 und zum EIS ($14,4 \square^\circ$) um einen Faktor 1,58 größer. Die größere Grundfläche läßt für ähnlich tiefe Daten oder zumindest bis zur kleinsten auftretenden Grenzgröße eine etwa im gleichen Maß umfangreichere Kandidatenliste erwarten, so daß für statistische Folgeuntersuchungen eine bessere Basis vorliegt.

Über die Größe hinausgehend bietet der photographische Datensatz den wichtigen Vorteil eines sowohl zusammenhängenden als auch nicht zusammengesetzten Feldes, was sich insbesondere positiv auf die Homogenität der Objektliste auswirkt. Während die PDCS-Daten für jede der fünf Regionen aus acht *Scans* bestehen, sind die EIS-Felder sogar aus einem Mosaik einiger hundert Bilder zusammengesetzt. Da die Beobachtungen für diese

Datensätze über mehrere Monate (EIS) bzw. Jahre (PDCS) verteilt erfolgten, ist sowohl eine Variation des *Seeings* als auch der Grenzgröße innerhalb eines Feldes unvermeidlich. Demgegenüber ist mit jeder dem *Stack* zugrundeliegenden Photoplatte das gesamte Feld beobachtet worden, so daß für den gesamten Bereich identische Eigenschaften sichergestellt sind. Verschiedene Beobachtungsbedingungen führen zwar auch hier zu variablen Eigenschaften, die sich aber wegen der Überlagerung vieler Platten nur auf die mittlere Auflösung bzw. die erreichte Grenzgröße des Datensatzes auswirken. Der einzige inhomogene Einfluß auf den *Stack*, die Vignettierung des UKST, ist bekannt und kann daher vollständig korrigiert werden.

Betrachtet man Daten im visuellen und nah-infraroten Spektralbereich, so sind neben der Grundfläche und Homogenität auch die Anzahl verfügbarer photometrischer Bänder und die entsprechenden Vollständigkeitsgrenzen wichtige Kriterien für eine vergleichende Beurteilung. Der PDCS wurde mit zwei unabhängigen Suchen in *V*- und *I*-Daten erstellt, die Grenzgrößen von $v = 23,8^m$ bzw. $i = 22,5^m$ aufweisen, der EIS-Galaxienhaufenkatalog beruht hingegen auf nah-infraroten Daten mit einer typischen Vollständigkeitsgrenze von $i = 23^m$. Ein kleiner Teil der EIS-Felder von insgesamt $2,0 \square^\circ$ Größe wurde zwar auch im *V*-Band beobachtet und für die Haufensuche herangezogen, wegen der in Relation zum *I* geringen typischen Grenzgröße ($v = 24^m$) wurden bei dieser Suche jedoch keine weiteren Kandidaten gefunden, so daß die EIS-Stichprobe effektiv auf einem *I*-Datensatz basiert. Demgegenüber stehen für den DPCS drei photographische Datensätze zur Verfügung, die Vollständigkeitsgrenzen von $b_J = 24,8^m$, $r_F = 23,4^m$ und $i_N = 21,8^m$ erreichen.

Somit weist der *Stack* im *I*-Band eine geringfügig kleinere Tiefe auf als der Datensatz des PDCS, die aber durch komplementäre und tiefere B_J - und R_F -Daten ergänzt wird. Abgesehen von der Tatsache, daß der neue Galaxienhaufenkatalog auf drei statt zwei photometrischen Bändern basiert, bietet auch die Reichweite des zweiten Bandes des PDCS keinen Vorteil gegenüber der b_J -Grenze des photographischen Datensatzes. Betrachtet man außerdem den Einfluß des ergänzenden Bandes auf die PDCS-Liste – 9 % der signifikanten und 57 % der ergänzenden Kandidaten wurden ausschließlich im *V*-Band gefunden – so wird die Bedeutung komplementärer Informationen weiterer Spektralbereiche deutlich. Daher ist zu erwarten, daß das dritte Band der photographischen Daten einen weiteren Beitrag zur Kompensation der differierenden *I*-Grenzgröße leisten wird.

Diese Betrachtung läßt sich unmittelbar auf den EIS-Katalog übertragen, der nur auf einem photometrischen Band beruht, das allerdings eine deutlich größere typische Grenzgröße aufweist als der *Stack*. Wesentlich ist hierbei allerdings, daß die Grenzgröße des EIS von den Beobachtungsbedingungen abhängt und für ein *Seeing* von $1,5''$ nur noch bei $i = 22^m$ liegt, so daß wesentliche Bereiche dieses Datensatzes eine deutlich kleinere Tiefe aufweisen. Es ist daher anzunehmen, daß der EIS-Datensatz höchstens bis zu der kleineren

Grenze homogen ist, weswegen der nominell große Unterschied des *I*-Bandes für die gesamte Stichprobe eher unbedeutend ist. Wegen der ergänzenden Informationen aus zwei weiteren photometrischen Bändern und der für eine homogene Objektliste zu erwartenden Vollständigkeitsgrenze ist der photographische Datensatz den EIS-Daten also wenigstens ebenbürtig.

Hierbei ist zu bemerken, daß komplementäre Daten mehrerer photometrischer Bänder nicht primär wegen möglicher Farb-Auswahlkriterien, die bei keiner dieser Suchen angewandt wurden, sondern schon wegen des positiven Einflusses auf die Vollständigkeit der Objektlisten (vgl. Kapitel 3.1) wichtig sind. Aus diesem Grund kommt auch der gemeinsamen Auswertung der drei photometrischen Bänder eine besondere Bedeutung zu, die bei der DPCS-Stichprobe über die Haufensuche mittels der vereinigten *BRI*-Objektliste und die Anwendung von Auswahlkriterien bezüglich aller drei Helligkeiten realisiert ist. Unter Berücksichtigung der durch die kombinierte Auswertung verbesserten Vollständigkeit ist für die neue Galaxienhaufen-Stichprobe ein bessere Nutzung der Daten als beim PDCS sichergestellt, da bei diesem die beiden Datensätze unabhängig voneinander durchsucht wurden.

Neben den einer Haufenstichprobe zugrundeliegenden Daten ist insbesondere auch der verwandte Suchalgorithmus eine wichtige Grundlage für eine vergleichende Analyse. Da die Galaxienhaufen des PDCS- und des EIS-Kataloges mit demselben *Matched-filter*-Algorithmus gesucht wurden, kann die Bedeutung der Suchmethode für diese beiden Stichproben hier zusammen diskutiert werden. Für die Verallgemeinerung dieser Methode, das *Adaptive-matched-filter*-Verfahren (AMF) [44], wurde in dem Kapitel 5.2.3 gezeigt, daß es im Vergleich zu dem neuen Algorithmus für die Ermittlung der DPCS-Stichprobe z. T. erheblich geringere Erfolgsaussichten aufweist: Zumindest für zweidimensionale Datensätze, d. h. ohne eine Entfernungsinformation, ist das neue Suchverfahren für $z \geq 0,3$ durch eine deutlich größere Vollständigkeit gekennzeichnet. Selbst für dreidimensionale Objektlisten, die Positionen und gemessene Rotverschiebungen enthalten, ist der neue Suchalgorithmus ebenso leistungsfähig wie das AMF-Verfahren.

Sowohl die Suche der PDCS- als auch die der EIS-Kandidaten erfolgte auf Grundlage von Positions- und Helligkeitsinformationen, so daß diese Kataloge nicht auf rein zweidimensionalen Datensätzen basieren. Dennoch ist die Helligkeit der Galaxien nur ein statistisches Maß für deren Entfernung und nicht mit einer Rotverschiebungsinformation zu vergleichen, so daß für die beiden konkurrierenden Kataloge im wesentlichen ein zweidimensionaler Datensatz verwandt wurde. Da der bei diesen Suchen angewandte Algorithmus spezieller als das AMF-Verfahren ist, kann davon ausgegangen werden, daß sich die Ergebnisse aus Abschnitt 5.2.3 als konservative Abschätzung direkt übertragen lassen. Es ist daher zu erwarten, daß die den konkurrierenden Katalogen zugrundeliegenden Datensätze

ze nicht optimal ausgewertet sind und daß bei der ähnlichen Datengrundlage diese beiden Galaxienhaufen-Stichprobe für mittlere und hohe Rotverschiebungen weniger vollständig sind als die DPCS-Stichprobe.

Die auf Basis der zugrundeliegenden Datensätze und der angewandten Suchalgorithmen diskutierten Vorzüge der auf dem *Stack* basierenden neuen Galaxienhaufen-Stichprobe sollten sich auch anhand der Eigenschaften der konkurrierenden Kataloge verifizieren lassen. Die wesentlichsten Eigenschaften sind hierbei die Anzahl gefundener Kandidaten und deren Rotverschiebungsverteilung, mit denen sich verschiedene Kataloge unmittelbar vergleichen lassen.

Aufgrund der bei ähnlicher Grenzgröße differierenden Grundfläche der verwandten Datensätze ist zu erwarten, daß der Umfang der drei Galaxienhaufenkataloge etwa mit der Fläche skaliert. Während der PDCS insgesamt 107 Kandidaten und die vollständige EIS-Stichprobe 302 Einträge enthält, weist der gesamte DPCS-Katalog mit 483 Kandidaten demgegenüber eine rund 4,51- bzw. 1,60fach größere Anzahl von Kandidaten auf. Die Anzahlverhältnisse der vollständigen Stichproben stimmen mit den Verhältnissen der Flächen (4,45 bzw. 1,58) bemerkenswert gut überein, so daß in den drei Katalogen dieselbe Flächendichte vorliegt. Bezogen auf die signifikanten Teilstichproben sind die Kataloggrößen 79 (PDCS), 160 (EIS) und 296 (DPCS), so daß die letztere hierbei um einen Faktor 3,75 bzw. 1,85 größer ist als die konkurrierenden Haufenlisten. Für diese signifikanteren Stichproben stimmen die Verhältnisse also nicht im gleichen Maße überein: Relativ betrachtet ist die Hauptstichprobe des PDCS größer und die des EIS kleiner als die entsprechende auf dem *Stack* basierende Liste. Berücksichtigt man jedoch den statistischen Fehler der Anzahlverhältnisse, der für die Hauptkataloge 0,63 ($\#DPCS / \#PDCS$) bzw. 0,22 ($\#DPCS / \#EIS$) beträgt, so wird deutlich, daß sich diese Abweichungen jeweils auf nur $1,1\sigma$ belaufen und somit bei weitem nicht signifikant sind.

Für die Diskussion der differentiellen Rotverschiebungsverteilungen ist eine Normierung auf eine gemeinsame Bezugsfläche erforderlich. Da die drei gegenübergestellten Stichproben jeweils ausreichend große Bereiche des Himmels abdecken, wird hierfür eine Bezugsgröße von $1 \square^\circ$ gewählt. Die z_{est} -Verteilungen des PDCS und des EIS sind über die entsprechenden Kataloge zugänglich, wobei der ausschließlich auf *I*-Daten basierende EIS-Katalog unmittelbar die Extraktion dieser Verteilung erlaubt. Da die PDCS-Stichprobe aus zwei unabhängigen Suchen für das *V*- bzw. *I*-Band besteht, die teilweise zu deutlich differierenden Rotverschiebungsschätzungen für identische Kandidaten führen, wird hier der Mittelwert der beiden Rotverschiebungen verwandt. Für die neue DPCS-Stichprobe wird die auf allen drei Bändern basierende Größe z_{est} (vgl. Kapitel 6.1.2) für den Vergleich der Rotverschiebungsverteilungen herangezogen. Die Kandidatenzählungen werden hierbei für

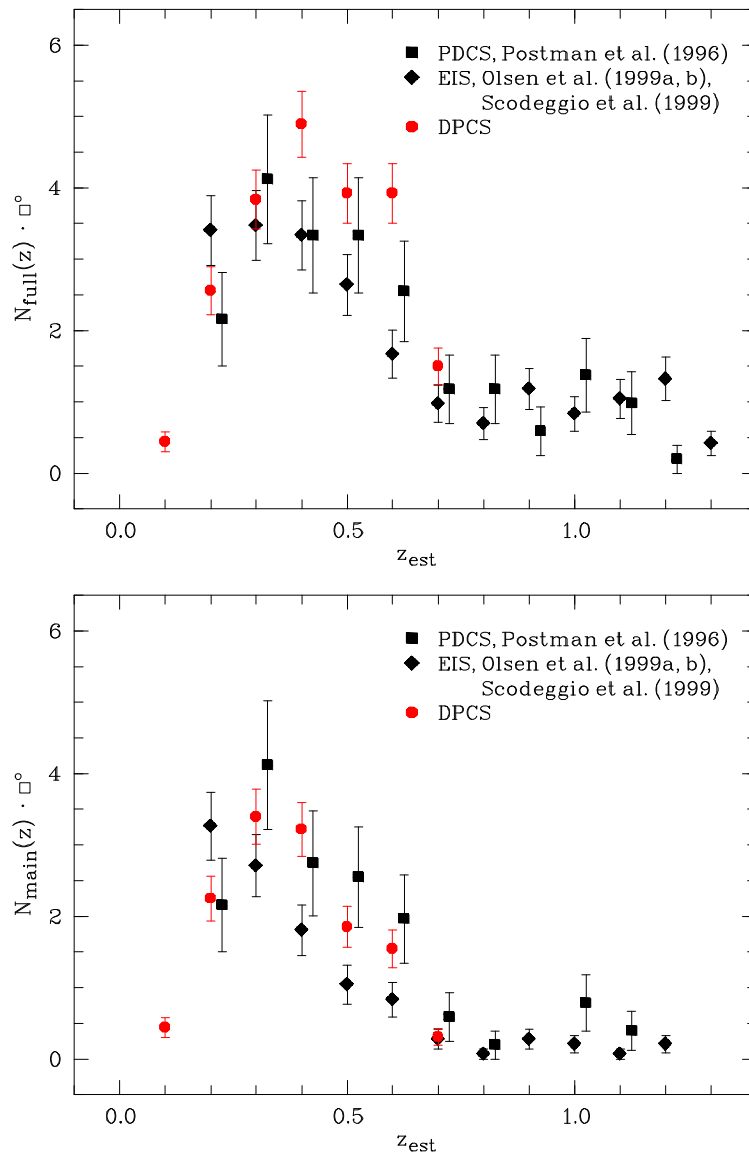


Abb. 7.6: Gegenüberstellung der Rotverschiebungsverteilungen der vollständigen (oben) und der signifikanteren Kataloge (unten).

alle drei Kataloge in Intervallen der Breite $\Delta z_{est} = 0,1$ durchgeführt, so daß die volle Auflösung der beiden konkurrierenden Arbeiten ausgenutzt wird.

Für jede Stichprobe werden sowohl die vollständige Kandidatenliste, welche auch die Detektionen geringerer Signifikanz enthält, als auch der signifikantere Hauptkatalog getrennt untersucht, so daß ein fundierter Vergleich möglich ist. In der Abbildung 7.6 werden die Rotverschiebungsverteilungen der drei vollständigen Stichproben $N_{full}(z)$ bzw.

der drei signifikanteren Hauptlisten $N_{main}(z)$ einander gegenübergestellt. Die Symbole sind bezüglich der z_{est} -Achse jeweils in der Mitte der zugrundeliegenden Intervalle angeordnet und mit den 1σ -Fehlerbalken nach der POISSON-Statistik versehen.

Der auffälligste Unterschied der Rotverschiebungsverteilungen ist das Fehlen von DPCS-Kandidaten in den Intervallen für $z_{est} \geq 0,8$. Da jedoch auch die Kandidatenzählungen für die konkurrierenden Hauptkataloge $N_{main}(z)$ in diesem Rotverschiebungsbereich die Null schon in einer Fehlerumgebung von höchstens $2,0\sigma$ enthalten, ist diese Abweichung nicht signifikant. Erst wenn alle signifikanten PDCS- bzw. EIS-Kandidaten mit $z_{est} \geq 0,7$ zusammen betrachtet werden, wird die $3,0\sigma$ -Grenze überschritten. Auch die Verteilung der vollständigen Stichprobe des PDCS $N_{full}(z)$ ist mit maximal $2,6\sigma$ nicht signifikant von Null verschieden, lediglich der vollständige EIS-Katalog weist bis $z_{est} = 1,2$ durchgängig mit $3,2\sigma$ bis $4,4\sigma$ eine signifikante Anzahl von Kandidaten auf. Darüber hinaus ist zu bemerken, daß nur die neue DPCS-Stichprobe Galaxienhaufen im Intervall $0,05 < z_{est} \leq 0,15$ enthält. Die Ursache hierfür ist in dem für die Haufenlisten des PDCS und EIS verwandten Algorithmus zu suchen, der keine für diese Rotverschiebung berechneten Filter enthält. Somit ist dieser Unterschied der Kataloge durch eine Grenze der Suchmethodik begründet, so daß auch an dieser Stelle keine bedeutende Abweichung vorliegt.

Die obere Grenze der ermittelten Rotverschiebungen in dem DPCS-Katalog ist durch das hierfür gewählte Schätzverfahren bedingt, das für den vorliegenden Datensatz nicht in der Lage ist, Rotverschiebungen über $z \approx 0,8$ zu ermitteln (s. Kapitel 6.1.2). Andererseits zeigt die Anwendung der m_{10} - z -Beziehung auf die Suchergebnisse für den simulierten Datensatz, daß Erwartungswerte $z_{est} \geq 0,5$ die tatsächliche Rotverschiebung z . T. deutlich unterschätzen. Aus diesem Grund ist es wahrscheinlich, daß mehrere DPCS-Kandidaten Rotverschiebungen aufweisen, die größer sind als die hier implizit auftretende Grenze von $z_{est} \approx 0,75$. Diese These wird auch durch eine weiter unten folgende Analyse der Verteilung $N_{full}(z)$ gestützt. Ohne weiterführende Untersuchungen einer großen Anzahl von Kandidaten der neuen Stichprobe ist es jedoch nicht möglich, eine fundiertere Aussage zu der Rotverschiebungsverteilung in diesem Entfernungsbereich zu treffen.

Bemerkenswert ist an dieser Stelle auch, daß Untersuchungen simulierter Daten eine systematische Unterschätzung der Rotverschiebung von Haufenkandidaten in der PDCS-Stichprobe offenbaren [67]. Wegen des identischen Suchverfahrens, welches sowohl dem PDCS- als auch dem EIS-Katalog zugrunde liegt, ist für letzteren eine ähnliche Differenz zwischen der tatsächlichen und der geschätzten Rotverschiebung zu erwarten. Diese Abweichung ist mit $\Delta z_{est} \approx 0,2$ bei $z = 1,0$ allerdings weniger bedeutend als die in der neuen Stichprobe festgestellte, so daß die oben diskutierten Unterschiede der Rotverschiebungsverteilungen weiterhin bestehen.

Die Gegenüberstellung der z_{est} -Verteilungen offenbart von den Grenzrotverschiebungen abgesehen weitestgehend eine gute Übereinstimmung der drei betrachteten Kataloge, insbesondere die ausschließlich auf den signifikanten Teilkatalogen basierende Verteilung $N_{main}(z)$ zeigt keine im Rahmen der Fehler bedeutende Abweichung. Auffällig ist allerdings die Tendenz des EIS-Kataloges im gesamten Bereich $0,3 \leq z_{est} \leq 0,6$ weniger signifikante Kandidaten zu enthalten als die Stichproben des PDCS und des DPCS. Für die vollständigen Stichproben ist eine deutliche Differenz der Rotverschiebungsverteilung $N_{full}(z)$ im Bereich $0,4 \leq z_{est} \leq 0,6$ zu erkennen, die insbesondere zwischen der EIS- und der DPCS-Stichprobe auffällt. Betrachtet man diese Werte jedoch genauer, so zeigt sich, daß nur für $z_{est} = 0,6$ eine Abweichung vorliegt, die mit $3,0\sigma$ gerade an der Grenze zur Signifikanz liegt.

Weiterhin fällt in diesem Rotverschiebungsbereich auf, daß die Verteilung $N_{full}(z)$ des DPCS die größte Flächendichte aufweist, wobei der Unterschied im Vergleich zum PDCS jedoch nicht signifikant ist. Berücksichtigt man an dieser Stelle zusätzlich die Wahrscheinlichkeit, daß die Rotverschiebung einer größeren Anzahl von Galaxienhaufen mit $z_{est} \geq 0,5$ deutlich unterschätzt ist, so kann die beobachtete Überdichte in dem Bereich $0,4 \leq z_{est} \leq 0,6$ unmittelbar durch diese fehleranfällige Entfernungsschätzung verursacht worden sein. Diese Überdichte ist ausreichend groß, um mit einer in den Intervallen $0,8 \leq z_{est} \leq 1,1$ konstanten Kandidatendichte von $N_{full}(z) \approx 1,0 (\text{arcmin}^{-2})$ zu korrespondieren, die mit denen der beiden konkurrierenden Kataloge gut verträglich ist. Dies stützt nicht nur die These der Projektion hochrotverschobener Galaxienhaufen auf kleinere Schätzwerte, sondern gibt außerdem einen groben Hinweis auf die Reichweite der neuen Stichprobe. Für die Verteilung $N_{main}(z)$ sollte eine ähnliche Argumentation gelten, wobei jedoch der Anteil entfernter Kandidaten in der ergänzenden Liste deutlich größer ist als in dem signifikanteren Teilkatalog. Aus diesem Grund kann sich die Überdichte in der Verteilung des Hauptkataloges $N_{main}(z)$ nur in sehr viel geringerem Umfang bemerkbar machen, was sich auch in obiger Abbildung widerspiegelt.

Daß der aufgrund der Suchalgorithmen erwartete Unterschied zwischen der PDCS- und der DPCS-Verteilung $N_{main}(z)$ nicht zu bemerken ist, kann entweder durch den Datensatz oder durch einen größeren Anteil fehlerhafter Detektionen bedingt sein. Wie oben schon diskutiert wurde, ist die Grenzgröße des PDCS im I -Band etwas größer als die des *Stack*. Wegen der Bedeutung komplementärer Informationen aus weiteren photometrischen Bändern und dem dritten Band des *Stack* sollte die Differenz der Reichweite im I von geringer Bedeutung sein. Somit könnte die Erklärung der trotz des besseren Suchverfahrens nur vergleichbaren Dichte der DPCS-Kandidaten zumindest teilweise durch einen größeren relativen Anteil fehlerhafter Detektionen in der PDCS-Stichprobe gegeben sein.

Die EIS-Daten weisen eine typische I -Vollständigkeitsgrenze auf, die um gut eine Magnitude größer ist als die des *Stack* im I_N -Band, so daß ein positiver Einfluß auf die

Anzahl gefundener Kandidaten bei dieser Stichprobe größer sein muß als bei dem PDCS-Katalog. Da in Abbildung 7.6 für die signifikanten Kataloge dokumentiert ist, daß die EIS-Stichprobe hingegen eine deutliche Tendenz aufweist, weniger Kandidaten zu enthalten als der PDCS, ist der Zusammenhang mit der Reichweite des Datensatzes offenbar nicht gegeben. Als Erklärung für diese Beobachtung kommt zunächst die bei einem Teil der EIS-Daten auftretende kleinere Grenzgröße in Betracht, die durch variable Beobachtungsbedingungen verursacht wurde. Da eine kleinere Grenzgröße jedoch vornehmlich bei hohen Rotverschiebungen zu einem Defizit an detektierten Kandidaten führen sollte, ist die zu beobachtende generelle Tendenz einer geringeren Haufendichte nicht allein durch die Inhomogenität der Daten zu erklären. Ein weiterer Grund für die geringere Anzahl der signifikanteren EIS-Kandidaten könnte in der ausschließlichen Verwendung eines photometrischen Bandes liegen, was wiederum die Bedeutung komplementärer Daten bei der Suche nach Galaxienhaufen bestätigte.

Neben der Selektion von Galaxienhaufen auf Grundlage visueller und nah-infraroter Daten besteht ein weiterer Ansatz in der Verwendung eines Datensatzes im Röntgenbereich. Dieser Wellenlängenbereich bietet wegen der quadratischen Abhängigkeit der Emission von der Gasdichte in Galaxienhaufen den prinzipiellen Vorteil, daß zufällige Projektionen sehr viel unwahrscheinlicher sind, was zu einem erheblich kleineren Anteil fehlerhafter Detektionen führt. Systematische Durchmusterungen des Himmels nach Röntgenemission von Galaxienhaufen sind allerdings wegen der in diesem Bereich undurchsichtigen Erdatmosphäre wesentlich aufwendiger, so daß gegenwärtig nur zwei große Galaxienhaufenkataloge für ausgedehnte Bereiche des Nord- und Südhimmels verfügbar [17, 23] sind, die jedoch nur eine Grenzrotverschiebung von $z \approx 0,3$ erreichen. Darüber hinaus existieren zwei große röntgenselektierte Haufenstichproben für den Bereich $0,1 \lesssim z \lesssim 0,8$, die einige wenige Galaxienhaufen bei $z \geq 0,5$ enthalten [27, 85].

Während die systematischen Suchen nach Röntgen-Haufen eine deutlich geringere Reichweite aufweisen als der DPCS, umfassen die tiefen Durchmusterungen eine deutlich kleinere Anzahl entfernter Galaxienhaufen als die neue, auf visuellen Daten selektierte Stichprobe. Da die Detektionen ferner Röntgen-Haufen außerdem auf Zufallsdurchmusterungen mit inhomogener Datengrundlage basieren, bietet der DPCS-Katalog eine erheblich homogenere Stichprobe, die zudem auf einem wohldefinierten und zusammenhängenden Bereich beruht. Aus diesem Grund und wegen der im Vergleich zu visuellen Daten geringeren Wahrscheinlichkeit des Auftretens von Projektionseffekten sind die röntgenselektierten Kataloge besonders geeignet, Quellen für Folgeuntersuchungen an einzelnen hochrotverschobenen Galaxienhaufen bereitzustellen. Hierbei ist allerdings zu berücksichtigen, daß Stichproben röntgen-selektierter Haufen u. U. andere Eigenschaften aufweisen als entsprechende visuelle Kataloge, so daß letztere auch für Detailuntersuchungen einzelner

Galaxienhaufen interessant sind. Demgegenüber ist die neue DPCS-Stichprobe insbesondere bei statistischen Untersuchungen zu bevorzugen, da sie eine deutlich größere Anzahl von Haufenkandidaten enthält, von denen viele bei hohen Rotverschiebungen liegen sollten, da 63 signifikante und 110 ergänzende Kandidaten Schätzungen $z_{est} \geq 0,5$ aufweisen.

7.3 Zu erwartende Ergebnisse

Auf Grundlage der Gegenüberstellung der konkurrierenden Galaxienhaufen-Stichproben im vorangegangenen Abschnitt ist es nun möglich, den zu erwartenden Nutzen der neuen Stichprobe für weiterführende Untersuchungen zu betrachten. Wesentlich sind an dieser Stelle vor allem die besondere Größe und die über den Datensatz sichergestellte Homogenität des neuen DPCS-Kataloges. Ausgehend von diesen Eigenschaften läßt sich ein Ausblick auf die Vorteile der aktuellen Stichprobe für nachfolgende Untersuchungen geben, da dieser erwartete Nutzen für weiterführende Projekte die vorliegende Suche grundlegend motiviert hat.

Die deutlich überlegene Größe der Haufenstichprobe des DPCS ist für alle Nachfolgeprojekte wesentlich, die auf statistischen Analysen einer großen Anzahl von Galaxienhaufen basieren, da erst die große Anzahl der Kandidaten signifikantere Ergebnisse ermöglicht. Allein aufgrund des größeren Umfangs der DPCS-Stichprobe sind bei statistischen Auswertungen Fehler zu erwarten, die gegenüber den konkurrierenden Galaxienhaufen-Stichproben um bis zu $\sqrt{2}$ (EIS) bzw. 2 (PDCS) kleiner sind. Wegen der Inhomogenität, die insbesondere in der Vollständigkeitsgrenze der EIS-Daten besteht, ist dieser Wert jedoch als untere Grenze anzusehen, der für eine homogene Stichprobe u. U. deutlich größer sein kann.

Die Größe der Stichprobe ist von besonderer Bedeutung für die weiterführende Untersuchung des BUTCHER-OEMLER-Effektes, da schon ältere Arbeiten eine erhebliche Streuung der Zusammensetzung der Populationen in Haufen ähnlicher Rotverschiebungen dokumentieren (vgl. Abbildung 1.2). Eine große Stichprobe von Galaxienhaufen bietet die Chance, ein weites Spektrum verschiedener Eigenschaften (wie z. B. Rotverschiebung, Masse und Massenkonzentration) zu untersuchen. Der DPCS-Katalog eröffnet somit die Möglichkeit, elementare Zusammenhänge dieses Effektes mit der Struktur und Entfernung der Haufen zu erkennen und einen wesentlichen Beitrag zur Klärung des Mechanismus der beobachteten Populationsänderung zu leisten.

Die Eigenschaft aller auf Daten im sichtbaren Spektralbereich basierender Haufenkataloge, entfernte Galaxienhaufen mit zunehmender Wahrscheinlichkeit zu enthalten, wenn deren

Masse zunimmt, ist durch den Dichtekontrast der Haufengalaxien gegenüber der Feldpopulation bedingt. Aufgrund der Größe des für die DPCS-Stichprobe verwandten Datensatzes von $22,7 \text{ } \square^\circ$ ist nicht nur die Anzahl der Kandidaten bei gegebenem z größer als in konkurrierenden Katalogen, sondern auch die Wahrscheinlichkeit erhöht, einzelne sehr reiche Galaxienhaufen besonders großer Entfernung zu enthalten. Im Vergleich zu tiefen röntgen-selektierten Stichproben ist dies nur dann wesentlich, wenn ein systematischer Unterschied zwischen den entsprechenden Stichproben besteht, und insbesondere, um diese Frage zu klären. Da der BUTCHER-OEMLER-Effekt vornehmlich in massereichen Haufen auftritt, bietet der neue Katalog die Möglichkeit, zu größeren Rotverschiebungen und somit weiter in die Vergangenheit des Universums vorzudringen, so daß u. U. der Beginn der beobachteten Entwicklung der Haufenpopulation zugänglich wird.

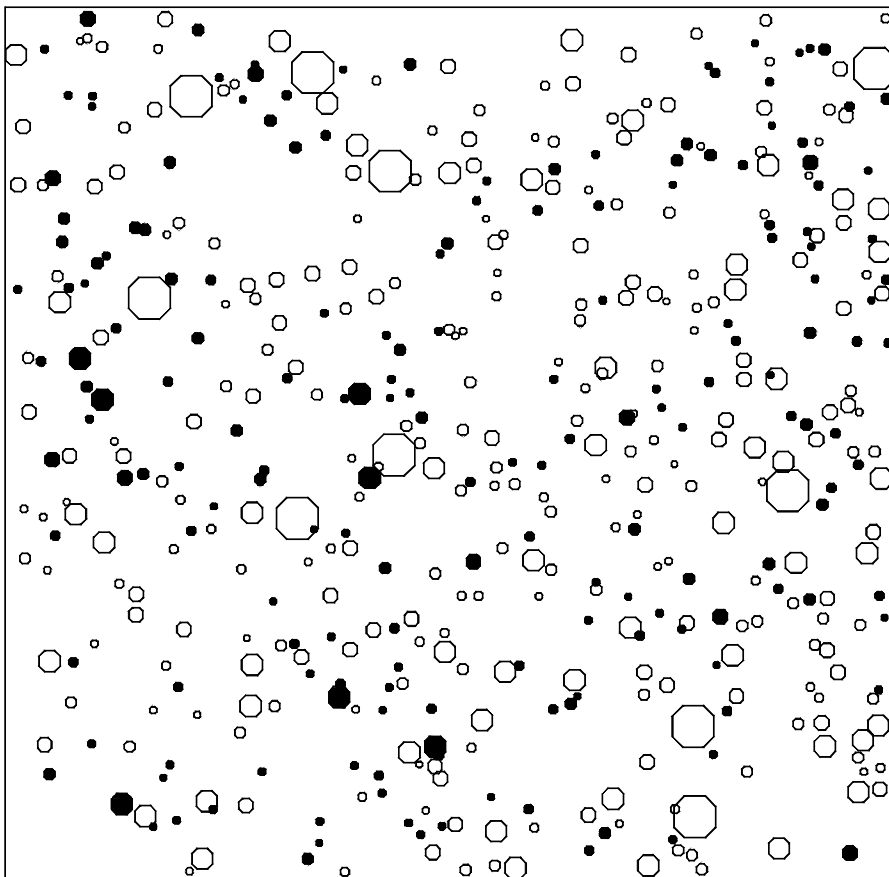


Abb. 7.7: Verteilung der Kandidaten der Hauptstichprobe (\circ) sowie der ergänzenden Liste (\bullet). Die Symbolgröße ist proportional zu $1 / z_{est}$.

Die DPCS-Stichprobe ist allerdings nicht nur für die Untersuchung der von der Entfernung der Galaxienhaufen abhängigen Populationen geeignet, sondern gerade wegen der großen zusammenhängenden Fläche auch für das Studium der großräumigen Struktur im Universum. In Abbildung 7.7 ist die dreidimensionale Verteilung der neuen Galaxienhaufen aus dem Haupt- und dem ergänzenden Katalog angedeutet: Die Positionen der Kandidaten sind bezüglich der Grundfläche des Stack dargestellt und deren Entfernung durch die Größe der verwandten Symbole repräsentiert. Die Ausdehnung dieser Symbole wird durch eine inverse Abhängigkeit von der geschätzten Rotverschiebung bestimmt, da die Winkelausdehnung θ einer typischen Skala in erster Näherung zu z^{-1} proportional ist (vgl. Abbildung D.1). Die absolute Symbolgröße wird im Rahmen dieser Näherung so gewählt, daß sie jeweils einer linearen Ausdehnung von $l \approx 1 h^{-1}$ Mpc bei der erwarteten Rotverschiebung z_{est} der Kandidaten entspricht. Diese Darstellung der DPCS-Galaxienhaufen vermittelt zwar nur einen rein qualitativen Eindruck von der mit dieser Stichprobe zugänglichen großskaligen Struktur, offenbar allerdings schon die Tatsache, daß hier eine deutlich ungleichförmige Verteilung vorliegt.

Ein erster Versuch diese großskalige Struktur mittels einer Winkelkorrelationsanalyse, also ohne die Verwendung der Rotverschiebungsabschätzung, zu quantifizieren, führt noch nicht zu aussagekräftigen Resultaten: die Meßwerte sind auf allen Skalen schon in der 1σ -Umgebung mit Null verträglich. Diese zweidimensionale Auswertung ist hauptsächlich wegen der Mischung aller Galaxienhaufen aus dem sehr großen Rotverschiebungsbereich und der abnehmenden Amplitude mit zunehmender mittlerer Entfernung problematisch (vgl. die Galaxie-Galaxie-Korrelationen in Kapitel 3.2). Da selbst diese großflächige und tiefe Stichprobe nicht genug Haufen enthält, um diese Untersuchung für mehrere Entfernungsintervalle durchzuführen, ist mit einer zweidimensionalen Analyse kein Fortschritt zu erwarten.

Nutzt man hingegen die Tiefe des DPCS-Kataloges aktiv aus, indem man die räumliche Korrelation analysiert, so kann die gesamte Stichprobe zusammen ausgewertet werden, ohne daß eine störende Mischung verschiedener Rotverschiebungen auftritt. Es ist daher zu erwarten, daß die räumliche Korrelationsanalyse erheblich aussagekräftigere Ergebnisse liefern wird. Voraussetzung für diese Untersuchung ist allerdings eine genaue und über die einfache Schätzung hinausgehende Rotverschiebungsinformation, weswegen diese Analyse nachfolgenden Projekten vorbehalten bleibt. Da die neue Galaxienhaufen-Stichprobe schon die Signifikanzproblematik der Winkelkorrelationen offenbart, ist mit keinem der konkurrierenden Kataloge die Möglichkeit gegeben, diese Untersuchungen durchzuführen.

Der neue Katalog bietet daher eine einzigartige Grundlage für das Studium kosmologisch relevanter Fragestellungen, die sowohl die Struktur auf großen Skalen als auch die Entwicklung der Galaxienpopulationen in Haufen betrifft. Die oben angesprochenen

Untersuchungen sind jeweils nur ein Beispiel dieser wesentlichen und bisher nicht befriedigend geklärten Fragen. Erst mit umfangreichen Projekten sind statistisch signifikante Ergebnisse für die Strukturanalyse zugänglich bzw. ist die Abdeckung eines breiten Spektrums an Haufeneigenschaften für die Untersuchung von Entwicklungseffekten möglich.

Wesentliche Voraussetzung ist hierbei allerdings die Verfügbarkeit großer Teleskope der 8...10 m-Klasse, die eine effiziente Analyse einer großen Anzahl von Galaxienhaufen bei hohen Rotverschiebungen $z > 0,5$ eröffnen. Wegen der mit dem VLT erstmals in der südlichen Hemisphäre gegebenen Möglichkeit, derartig ausgedehnte Untersuchungen durchzuführen, ist gerade jetzt die Verfügbarkeit einer großen und objektiv selektierten Galaxienhaufen-Stichprobe wichtig. Da der DPCS-Katalog deutlich größer als die konkurrierende EIS-Liste ist und zusätzlich eine größere Kandidatendichte bei Rotverschiebungen $z_{est} \geq 0,5$ aufweist, ist zu erwarten, daß die hier vorgestellte neue Stichprobe eine erheblich breitere Anwendung finden wird und somit eine größere Bedeutung für nachfolgende Studien erlangt.

8 Ausblick

Das Traurigste am Menschsein ist das Ausmaß unserer Unwissenheit. [...] Wir suchten ständig nach Antworten auf unsere Fragen. Intellektuell sah ich wohl ein, daß im Leben vieles unbeantwortet bleiben mußte, gefühlsmäßig konnte ich mich hingegen nie damit abfinden.

Torey L. Hayden, Bo und die anderen

Obwohl die neue Galaxienhaufen-Stichprobe, wie im vorangehenden Abschnitt dargestellt wurde, schon in der vorliegenden Ausführung eine einzigartige Grundlage für weiterführende Untersuchungen bietet, sind noch einige Verbesserungen wünschenswert bzw. erforderlich. Diese ergänzenden Arbeiten betreffen zum einen den bestehenden Katalog, gehen zum anderen jedoch auch deutlich über denselben hinaus. In diesem Abschnitt soll daher ein Überblick über die möglichen fortführenden Projekte gegeben sowie deren Bedeutung kurz erläutert werden.

Wie schon im Kapitel 7 erläutert wurde, ist der Nutzen des DPCS-Kataloges für gründliche Untersuchungen kosmologischer Fragestellungen deutlich erhöht, wenn eine über die verfügbare Rotverschiebungsabschätzung hinausgehende Messung für die Galaxienhaufen-Kandidaten verfügbar ist. Diese genaue Ermittlung der Rotverschiebung erfordert für das Feld jedes Kandidaten eine spektroskopische Beobachtung mehrerer (≥ 10) Galaxien, weswegen diese Untersuchung für die gesamte Stichprobe selbst im MOS-Mode sehr zeitaufwendig ist. Andererseits ist das mögliche Nebenprodukt derartiger Nachbeobachtungen die sichere Bestätigung des Vorliegens physikalischer Systeme, so daß damit aus der reinen Kandidatenliste mit geschätztem z eine verifizierte Haufenliste mit gemessenen Rotverschiebungen wird.

Da die spektroskopische Untersuchung einer großen Anzahl von Kandidaten bei $z \geq 0,5$ ein *Keyproject* am VLT erfordert, ist es hierbei sinnvoll, für dessen Vorbereitung zunächst eine kleinere, vielversprechende Teilmenge aus dem signifikanten Hauptkatalog zu beobachten. Das Ergebnis dieser Vorstudie wird dann als wesentliche Argumentationsgrundlage bei der Beantragung des größeren Nachfolgeprojektes dienen und kann gleichzeitig für die Kalibration der Rotverschiebungsverteilung herangezogen werden. Auch diese vorbereitenden Beobachtungen erlauben eine Verwertung für wissenschaftliche Projekte, da z. B. für die Untersuchung des BUTCHER-OEMLER-Effektes zunächst eine kleine Anzahl

entfernter Galaxienhaufen bei $z \gg 0,5$ ausreicht, um die bestehenden Erkenntnisse zu vervollständigen. Die weitere Untersuchung der Kandidaten kann ggf. auf eine geeignete Teilmenge beschränkt und deren Ergebnisse für eine statistische Aussage zur Verlässlichkeit des Kataloges herangezogen werden. Ziel sollte es aber bleiben, für viele Kandidaten das Vorliegen eines physikalischen Systems zu klären und eine Messung der Haufenrotverschiebung zu erlangen, da sich erst mit diesen Informationen die Möglichkeit für wesentliche Nachfolgeprojekte erschließt.

Trotz der tiefen Reichweite der bestehenden Haufenstichprobe ist es wünschenswert, zu noch größeren Rotverschiebungen vorzudringen, ein vielversprechender Ansatz ist hierbei die ergänzende Nutzung einer geeigneten Farbinformation. Um den Vorteil denkbarer Farb-Auswahlkriterien für eine Stichprobe ferner Galaxienhaufen ausnutzen zu können, ist allerdings ein Datensatz erforderlich, dessen photometrische Genauigkeit in den beteiligten Bändern wesentlich über die des *Stack* hinausgeht. Da eine verbesserte Photometrie für die bestehenden Daten nicht realisierbar, sondern nur durch eine mit erheblichem Aufwand verbundene neue Beobachtung zu erreichen ist, ist es zunächst sinnvoll, hier auf den frei verfügbaren Datensatz des EIS zurückzugreifen. Wegen der kleineren Fläche und der nicht völlig gesicherten Homogenität dieser Durchmusterung, sind die EIS-Bilddaten in den photometrischen Bändern B , V und I zwar keine prinzipielle Konkurrenz für den *Stack*. Die bessere Photometrie derselben erlaubt jedoch die Berechnung genauerer Farben, die es zumindest erlauben, den Nutzen von ergänzenden Farbkriterien bei der Galaxienhaufensuche zu ermitteln.

Neben dieser weiterführenden Untersuchung von Farb-Auswahlkriterien ist der EIS wegen des schon bestehenden Haufenkataloges außerdem geeignet, einen direkten und auf realen Daten basierenden Vergleich des *Matched-filter*-Verfahrens mit dem neuen Suchalgorithmus durchzuführen. Ziel dieser Untersuchung muß es sein, die an den simulierten Datensätzen und mit dem allgemeineren AMF-Verfahren gewonnenen Erkenntnisse zu bestätigen, wobei insbesondere der Berücksichtigung realistischer Beobachtungsdaten eine große Bedeutung zukommt. Sollte sich das für den AMF-Algorithmus erzielte Resultat bestätigen, so wird auch für den Fall, daß kein Vorteil aus den genaueren Farben $B-V$ und $V-I$ zu ziehen ist, eine deutlich verbesserte EIS-Stichprobe verfügbar, was auch über den Vergleich der Algorithmen hinaus ein wichtiges Ergebnis ist. Für diese Untersuchungen ist allerdings zunächst eine Verallgemeinerung des neuen Algorithmus bezüglich der zulässigen Koordinatensysteme erforderlich, so daß dieses Projekt noch nicht unmittelbar begonnen werden kann.

Ein weiteres Verfahren, die Kandidatenliste zu größeren Rotverschiebungen auszudehnen, beruht auf der Nutzung eines tieferen Datensatzes und ist daher nicht mehr auf Grundlage der photographischen Daten zu realisieren. Da die langwelligen Informationen bei

Galaxien hoher Rotverschiebungen eine zunehmende Bedeutung gewinnen, ist es hier zunächst sinnvoll, durch Nachbeobachtungen des *I*-Bandes die entsprechende Grenzgröße des *Stack* zu erhöhen. Da mit dem photographischen Datensatz keine morphologischen Informationen bei hohem z zugänglich sind, kommt den CCD-Daten im *I* wegen der zu erwartenden besseren Auflösung noch eine besondere Bedeutung zu: Die Morphologie ist u. a. für die Untersuchung des BUTCHER-OEMLER-Effektes eine wesentliche Information, so daß diese Beobachtungen mit der zu erwartenden besseren Auflösung auch einen wichtigen Beitrag für die weitere Untersuchung der vorliegenden Stichprobe liefern werden.

Ausgehend von den typischen R_F-I_N -Farben bei $z = 1,0$ (ca. $0,5^m$ für Spiralgalaxien) und den Grenzgrößen des *Stack* in diesen beiden Bändern ist es notwendig, diese Grenze der I_N -Daten um rund 1^m zu erhöhen, um zu einer vergleichbaren Tiefe zu gelangen. Da diese Beobachtungen wegen der schon bestehenden Vollständigkeitsgrenze von $i_N = 21,8^m$ einen erheblichen Zeitbedarf haben, ist es wegen der großen Grundfläche des photographischen Datensatzes erforderlich, ein Instrument mit einem großen Bildfeld zu verwenden. Daher ist für die ergänzenden Direktbeobachtungen der *Wide Field Imager* (WFI) am ESO/MPIA 2,2 m-Teleskop am geeignetsten, der ein Gesichtsfeld von rund $0,5^\circ \cdot 0,5^\circ$ aufweist. Die Nachbeobachtung mit diesem Instrument ist für den September 2000 mit acht halben Nächten vorgesehen, die unter guten Wetterbedingungen ausreichen sollten, für die gesamte Fläche eine Grenzgröße von $i = 23,5^m$ zu erreichen. Der ergänzte Datensatz hätte in diesem Fall im *I*-Band eine etwas größere Tiefe als der EIS, so daß wegen der größeren Fläche und des vorliegenden besseren Suchverfahrens eine größere und erheblich tiefere Galaxienhaufen-Stichprobe zu erwarten ist.

Für viele Nachfolgeprojekte ist es zudem wünschenswert, mindestens ein weiteres, räumlich deutlich getrenntes Feld für vergleichende Analysen nutzen zu können. Neben den verschiedenen kleineren Bereichen des Südhimmels, die über die öffentlichen Daten des EIS zugänglich sind, ist es in absehbarer Zeit auch möglich, ein nördliches Feld effizient zu beobachten: Mit dem im Bau befindlichen *Large Area Imager for Calar Alto* (LAICA) für den Primärfokus des MPIA 3,5 m-Teleskops wird voraussichtlich Anfang 2001 ein Instrument mit einem großen, jedoch nicht zusammenhängenden Beobachtungsfeld zur Verfügung stehen. Allerdings wird schon eine Serie von vier Aufnahmen genügen, einen rund $1 \square^\circ$ großen und zusammenhängenden Bereich des Himmels im visuellen Teil des elektromagnetischen Spektrums aufzunehmen. Da die Tiefe des *Stack* mit einer 10 bis 15 minütigen CCD-Integration im Primärfokus eines Teleskops der 4 m-Klasse vergleichbar ist, wird LAICA es unter Verwendung breitbandiger Filter erlauben, einen Datensatz mit vergleichbarer Grundfläche in nur wenigen Nächten zu generieren.

Wegen des Zieles, hochrotverschobene Galaxienhaufen zu detektieren, kann für dieses Projekt auf die Beobachtung des *B*-Bandes verzichtet werden, so daß LAICA für die beiden

Breitbandfilter R und I zu verwenden ist. Alternativ oder ergänzend ist allerdings auch die Nutzung einer Serie von Mittelbandfiltern sinnvoll, da diese bei optimaler Auswahl u. a. eine erfolversprechende Objektauswahl für verschiedene Rotverschiebungsbereiche erlauben. Darüber hinaus ermöglicht ein solcher Datensatz neben der Eingrenzung auch die statistische Analyse der Galaxienpopulation für gefundene Haufen, so daß die erforderlichen Nachbeobachtungen der auf diesen Daten basierenden Stichprobe wesentlich reduziert werden können. Der Nachteil eines derartigen aus mehreren mittelbreiten Filtern bestehenden Datensatzes ist der deutlich erhöhte Beobachtungsaufwand, der aus der erforderlichen Anzahl der Bänder und der spektralen Eigenschaften derselben resultiert.

Insbesondere für Galaxienhaufen bei $z > 0,8$ ist die Breitbandfarbe $R-I$ nicht mehr geeignet, die Haufengalaxien gegenüber der Feldpopulation bevorzugt auszuwählen. Daher ist es für diesen Rotverschiebungsbereich sinnvoll, ein weiteres photometrisches Band im nahen IR zu verwenden, um die Reichweite des Datensatzes zu vergrößern. Wegen der für hochrotverschobene Objekte zunehmend wichtig werdenden Information im nah-infraroten Spektralbereich ist zu erwarten, daß schon ein Datensatz mit dem photometrischen J -Band geeignet sei wird, Galaxienhaufen deutlich oberhalb $z = 0,8$ zu detektieren. Durch die Verwendung eines langwelligeren H - oder K -Filters sollte sich der zugängliche Rotverschiebungsbereich allerdings auch über diese Grenze hinausgehend erweitern lassen.

Der nah-infrarote Wellenlängenbereich des elektromagnetischen Spektrums ist wegen der Quanteneffizienz des CCD nur bis zum z -Band mit LAICA zugänglich, weswegen diese Beobachtungen noch ein weiteres Instrument erfordern. Mit der ebenfalls im Bau befindlichen IR-Kamera Omega 2000 wird voraussichtlich ab Anfang 2002 eine effiziente Möglichkeit bestehen, einen großen Bereich des nördlichen Himmels zu beobachten. Dieses Instrument ist für den Wellenlängenbereich $0,8 \mu\text{m} \lesssim \lambda \lesssim 2,6 \mu\text{m}$ ausgelegt und soll ebenfalls im Primärfokus des 3,5 m-Teleskops auf dem Calar Alto betrieben werden. Omega 2000 wird ein Gesichtsfeld von ca. $15' \cdot 15'$ aufweisen und somit eine um rund einen Faktor 4 größere Anzahl von *Pointings* erfordern, um die gleiche Fläche zu beobachten wie LAICA. Dennoch wird dieses IR-Instrument das weltweit erste sein, das ein derart großes Gesichtsfeld aufweist, so daß es die effizienteste Generierung eines großen nah-infraroten Datensatzes erlauben wird. Die auf den Daten am Nordhimmel basierende Stichprobe wird eine wichtige Grundlage für vergleichende Studien sein, da erst mit diesem ergänzenden Katalog eine etwaige Feldabhängigkeit beobachteter Eigenschaften der Galaxienhaufen auszuschließen ist.

Die in diesem Abschnitt dargestellten Nachfolgeprojekte für die vorliegende Arbeit werden in mehrerer Hinsicht Fortschritte bringen. Zunächst wird es möglich, aus der bestehenden Kandidatenliste einen verifizierten Galaxienhaufen-Katalog mit gemessenen Rotverschiebungen hervorzubringen. Dieses Projekt hat wegen des Beobachtungsauf-

wandes einen erheblichen Zeitbedarf, so daß mit dessen Abschluß erst in wenigen Jahren zu rechnen ist. Auf einer sehr viel kürzeren Zeitskala läßt sich hingegen die Untersuchung der EIS-Daten abschließen, die neben einem möglicherweise optimierten Suchverfahren auch einen verbesserten EIS-Kandidatenliste erwarten läßt. Die darüber hinaus sinnvolle Ergänzung des Datenmaterials für das ESO/SERC Feld 287 wird voraussichtlich mittelfristig zu realisieren sein und zu einem zu größeren Rotverschiebungen ausgedehnten Haufenkatalog sowie zu wichtigen morphologischen Informationen führen. Die Erzeugung einer weiteren großen Stichprobe auf Grundlage eines neuen großen Datensatzes am Nordhimmel ist wegen der noch nicht verfügbaren Instrumente ebenfalls auf einer mittelfristigen Zeitskala zu erwarten. Jedes dieser Nachfolgeprojekte wird einen erheblichen Fortschritt bringen, so daß es wünschenswert ist, alle zu realisieren.

Anhang

*Wer des Lichts begehrt,
muß ins Dunkel gehn.
Was das Grauen mehrt,
läßt das Heil entstehen.*

Manfred Hausmann, Weg in die Dämmerung

A Beobachtungsumfang

Die folgenden beiden Tabellen geben eine kurze Übersicht über den Umfang und die Inhalte der Beobachtungen für die photometrische Kalibration und die spektroskopischen Untersuchungen. An dieser Stelle werden jeweils nur die über die Konfiguration hinausgehenden Informationen angegeben, da diese Grunddaten schon in Kapitel 2.3.1 bzw. 6.3 dargestellt sind. In der Tabelle A.1 werden die Photometrie-Beobachtungen am ESO/MPIA 2,2 m-Teleskop und in der Tabelle A.2 die der MOS-Spektroskopie am ESO 3,6 m-Teleskop zusammengefaßt.

Tab. A.1: Inhalt und Umfang der Beobachtungen zur photometrischen Kalibration des *Stack*.

Kampagne	Feld	Integrationszeiten / s			Bemerkung
		<i>BV</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	
Juli 1995	P1	100	2 · 100, 9 · 600, 4 · 900	100	5 · 4/5 Nächte, ca. 35 % Verlust durch schlechtes Wetter
	P2	3 · 100, 4 · 600	3 · 100, 4 · 600	3 · 100, 4 · 600	
	P3	4 · 100, 4 · 600	4 · 100, 4 · 600	4 · 100, 4 · 600	
	Sterne	28 · 5 bis 20	28 · 5 bis 20	28 · 5 bis 20	
Nov. 1995	P1	2 · 30, 7 · 1200	2 · 30, 2 · 900	2 · 30, 4 · 1200	6 · 1/4 Nächte
	P2	2 · 30, 8 · 1200	3 · 30	2 · 30	
	P3	30	30	30	
	Sterne	15 · 10 bis 20	20 · 10 bis 20	12 · 10 bis 20	
Juli 1996	P1	100, 3 · 900	—	—	8 · 2/3 Nächte, ca. 10 % Verlust durch schlechtes Wetter
	P2	100, 7 · 900	100, 8 · 900	—	
	P3	100, 9 · 900	100, 6 · 900	100, 5 · 900	
	Sterne	—	—	—	

In den Photometrie-Kampagnen im Juli und November 1995 wurden sechs weitere Vergleichsfelder mit kurzen Integrationszeiten beobachtet, um diese ebenfalls zur photometrischen Kalibration heranziehen zu können. Die ergänzenden tiefen Aufnahmen dieser Felder vom Juli 1996 sind jedoch für die Photometrie wertlos, da sie wegen eines Detektorproblems überwiegend einen zeitlich variablen Hintergrund aufweisen. Die Kalibration (vgl. Abschnitt 2.3.3) wird daher auf die Felder P1, P2 sowie P3 und hierbei auf diejenigen tiefen Aufnahmen beschränkt, die keine Hintergrundproblematik erkennen lassen. In der Tabelle A.1 sind ausschließlich Integrationszeiten der verwendbaren Photometrieaufnahmen wiedergegeben.

Tab. A.2: Inhalt und Umfang der spektroskopischen Nachbeobachtungen von Haufenkandidaten.

Kampagne	Feld	Integrationszeiten / s		Bemerkung
		B300	R300	
Juli 1996	Kandidat 1	—	13 · 2700	2 Nächte, ca. 30 % Verlust durch schlechtes Wetter
	Stern	—	120	
Aug. 1997	Kandidat 2	4 · 2700	4 · 2700	4 Nächte, ca. 25 % Verlust durch schlechtes Wetter und rund 15 % Verlust durch Technikprobleme
	Kandidat 3	4 · 2700	4 · 2700	
	DPCS 016	1200, 3 · 2700	4 · 2700	
	Stern	120	120	
Juni 1998	DPCS 054	—	6 · 2700	2 Nächte, ca. 60 % Verlust durch schlechtes Wetter
	Stern	—	120	

Der in der ersten Spektroskopie-Kampagne im Juli 1996 untersuchte Kandidat basiert auf einer visuellen Inspektion des photographischen Datensatzes und genügt daher keinem objektiven Auswahlkriterium. Da es außerdem nicht gelungen ist, denselben als physikalischen Haufen nachzuweisen, wird auf diese Beobachtungen im Kapitel 6.3 nicht eingegangen.

B INVENTORY-Parameter

Die Suche der Objekte auf dem *Stack* mittels INVENTORY setzt die Verwendung geeigneter Parameter voraus. Wesentlich sind hierbei: LHCUTS (Einschränkung des Wertebereiches), TRESHOLD (Schwellwert für die Objektakzeptanz), PAIRSPRT und MULTDTCT (Separation benachbarter Objekte) sowie BRGTCTRL (Quellendetektion im Umfeld heller

Sterne). Darüber hinaus dienen EXPRTIME und ZEROMAGN einer vorläufigen Helligkeits-schätzung. Die genaue Bedeutung sämtlicher Parameter und Werte wird in [26] erläutert.

Dieser Abschnitt dokumentiert daher alle INVENTORY-Parameter für die Objektsuche (SEARCH/INVENTORY) und -analyse (ANALYSE/INVENTORY), welche die Grundlage der Erstellung der Objektliste bilden. Für den B_J -Stack wird der vollständige Parametersatz angegeben, während für die R_F - und I_N -Daten nur die vom B_J -Datensatz abweichenden Werte dargestellt werden.

Objektsuche, B_J :

```
LHCUTS      =      0.0      10000.0      TRESHOLD = 18.000
HALFEDGE    =      4      PAIRSPRT = 3.00  MULTDTCT = 3.00
BRGTCTRL    =      7      NETHEDGE = 32    SKYDETER = 1
FILTER      = 10.00      MARGINS  = 3    FIELDVAR = 1
```

Objektanalyse, B_J :

```
LHCUTS      =      0.0      10000.0      TRESHOLD = 18.000
HALFEDGE    =      4      PAIRSPRT = 3.00  ANALITER = 0
PRFLCNTR    = 10      CLASSPAR = 0.05  ZEROMAGN = 25.8
EXPRTIME    = 252000.0  STMETRIC = 3.00  7.00
FILTER      = 10.00      UNITS    = 0    MARGINS  = 3
```

Objektsuche, R_F :

```
TRESHOLD = 15.000  PAIRSPRT = 2.50  MULTDTCT = 2.50
```

Objektanalyse, R_F :

```
TRESHOLD = 15.000  PAIRSPRT = 2.50  ZEROMAGN = 24.2
EXPRTIME = 360000.0
```

Objektsuche, I_N :

```
TRESHOLD = 9.500  PAIRSPRT = 2.50  MULTDTCT = 2.50
```

Objektanalyse, I_N :

```
TRESHOLD = 9.500  PAIRSPRT = 2.50  ZEROMAGN = 22.8
EXPRTIME = 162000.0
```

C EVALUATE-Parameter

Die Anwendung des MPIAPHOT-Programms EVALUATE erfordert die Bereitstellung einer formatgebundenen Parameterdatei, welche die Charakteristik der Signalextraktion steuert [57]. Da für die CCD-Daten von Standardsternen und Vergleichsfeldern und für die photographischen Daten verschiedene Kriterien wesentlich sind, wird für jeden dieser drei Fälle ein Parametersatz exemplarisch dargestellt.

Standardsterne:

```

0          0          0          > (TEST,CLEAN,POL),  FIX_PSF, EFF_PSF
1  0  23.81  0.00  0.00  0.> SUM: (W_SUM,SUM),-,  APERT,PSF: SX,SY,AL
0  20  1.00    124.1650  > FIT: (yes/no),ITER,CHI_LIM,  SATUR/1000
1  0  3.00    0.0000  > BACK:(FIT,L,HST),HW, S_LOC,  B_OFF/1000
1  2  2.10  4.00  0.00  > PROF:(DIRT,EDGE),R_MIN,  X,  S_DIRT,  -
1  20    3  0.00  0.00  > MAXI:( FIX,FILT), ITER,RAD,  X0, Y0,  -

```

Um das vollständige Signal der Standardsterne extrahieren und Meßmethoden grundlegender Photometriearbeiten wie z. B. [40] reproduzieren zu können, wird eine ungewichtete Summation der *Pixel*-Werte ($SUM = 1$) in einer großen Blende angewandt. Diese virtuelle Blende hat einen festen Radius von $APERT = 23.81$ *Pixeln*, entsprechend eines Durchmessers $d_{APERT} = 17,2''$. Im Spezialfall eines wegen der Gefahr der Detektorsättigung leicht defokussierten Sterns wurde abweichend von obigen Werten die Optimierung der Objektposition über eine Momentenanalyse abgeschaltet ($MAXI = 10$ statt $MAXI = 1$).

Vergleichsfelder:

```

0          0          0          > (TEST,CLEAN,POL),  FIX_PSF, EFF_PSF
22  0  0.00  0.00  0.00  0.> SUM: (W_SUM,SUM),-,  APERT,PSF: SX,SY,AL
0  20  1.00    124.1650  > FIT: (yes/no),ITER,CHI_LIM,  SATUR/1000
1  0  3.00    0.0000  > BACK:(FIT,L,HST),HW, S_LOC,  B_OFF/1000
1  2  1.30  4.00  0.00  > PROF:(DIRT,EDGE),R_MIN,  X,  S_DIRT,  -
1  20    3  0.00  0.00  > MAXI:( FIX,FILT), ITER,RAD,  X0, Y0,  -

```

Die Vergleichsfelder zeichnen sich durch eine große Anzahl von Objekten unterschiedlichster Helligkeiten aus. Um auch Quellen in der Nähe der Nachweisgrenze optimal auszuwerten, wird an jedes Objekt eine GAUSS-Gewichtsfunktion elliptischer Basis angepaßt und bei der Summation angewandt ($SUM = 22$). Die Aperturgröße ist variabel und richtet sich nach der Ausdehnung des Objektes: Die Blende wird in diesem Fall auf das X -fache ($X = 1,3$) der individuellen Objektgröße skaliert. Sowohl bei der Anpassung der Gewichtsfunktion als auch bei der eigentlichen Signalextraktion wird eine Sättigungs-

schwelle ($\text{SATUR}/1000 = 124,1650$) berücksichtigt. Der entsprechende Parameter wird bei Summenbildern entsprechend der Anzahl zugrundeliegender Einzelaufnahmen skaliert.

Photographischer Datensatz:

```

0          0          0          > (TEST,CLEAN,POL),  FIX_PSF,  EFF_PSF
22  0  0.00  0.00  0.00  0.> SUM: (W_SUM,SUM),-,  APERT,PSF: SX,SY,AL
0  20  1.00          6.0000  > FIT: (yes/no),ITER,CHI_LIM,  SATUR/1000
1  0  3.00          0.0000  > BACK:(FIT,L,HST),HW,  S_LOC,  B_OFF/1000
1  2  1.30  4.00  0.00  > PROF:(DIRT,EDGE),R_MIN,  X,  S_DIRT,  -
10 20          3  0.00  0.00  > MAXI:( FIX,FILT), ITER,RAD,  X0, Y0,  -

```

Der *Stack* zeigt eine deutliche Struktur des lokalen Hintergrundes, die auf die Körnigkeit der Photographischen Emulsion zurückzuführen ist. Die Granulationselemente sind mit der Ausdehnung und Intensitätsverteilung ferner Objekte vergleichbar. Es ist somit im allgemeinen weder möglich, korrekte Gewichtsfunktionen zu bestimmen, noch, die Objektpositionen zu optimieren. Aus diesem Grund wird die Position festgehalten ($\text{MAXI} = 10$), was auch dazu führt, daß trotz $\text{SUM} = 22$ keine individuelle GAUSS-Funktion verwandt wird. Statt dessen erfolgt die Summation in der minimalen Apertur R_{MIN} und mit einem festen, kreissymmetrischen Gewicht derselben Ausdehnung.

Die Größe des minimalen Radius folgt aus einem Kompromiß zwischen den Notwendigkeiten, möglichst das vollständige Signal einer Quelle aufzunehmen und kein weiteres Objekt in der Blende zu haben. Die typische Auflösung der drei *Stack*-Datensätze beträgt etwa $2,2''$ (e^{-1} -Radius ungesättigter Sterne), so daß mit $R_{\text{MIN}} = 2 \text{ Pixel} \approx 2,1''$ das Signal punktförmiger Quellen näherungsweise vollständig extrahiert wird.

D Galaxienhaufen-Suchparameter

Der Galaxienhaufen-Suchalgorithmus kann über sechs Parameter gesteuert werden, um die Suchcharakteristik den jeweiligen Erfordernissen anzupassen. Die meisten dieser Suchparameter folgen aus Besonderheiten des verwandten Datensatzes oder aus Kriterien der Suche nach signifikanten Galaxienhaufen; die entsprechenden Standardwerte dieser Parameter werden in Kapitel 4.3 dargestellt. Ein wesentlicher Parameter für die Haufensuche, der sich nicht aus diesen Anforderungen ableiten läßt, ist die Größe der Zellen, in denen die Galaxiendichte bestimmt wird. Darüber hinaus besteht unabhängig von der Charakteristik des Suchverfahrens die Möglichkeit, durch eine vorgeschaltete Auswahl der Galaxien aus der gesamten Objektstichprobe die Haufensuche zu erleichtern. In diesem Anhang wird

daher auf die Wahl der Zellgrößen und auf die grundlegenden Kriterien der Objektauswahl eingegangen.

Für die Wahl der Zellgrößen bei der Haufensuche ist die zu erwartende Winkelausdehnung eines Galaxienhaufens die relevante Bezugsgröße. In der Literatur werden der Haufensuche verschiedene Werte des charakteristischen Radius zugrundegelegt, die von $0,5 h^{-1}$ Mpc [16] über $1,0 h^{-1}$ Mpc [44, 67] bis zu dem ABELL-Radius mit $1,5 h^{-1}$ Mpc [1] reichen. Da der hier verwandte Haufen-Suchalgorithmus die Vorgabe einer minimalen Zellgröße erfordert, wird hier auf Grundlage des kleinsten Literaturwertes von einem typischen projizierten Durchmesser eines Galaxienhaufens von $l \approx 1,0 h^{-1}$ Mpc ausgegangen. Die Winkelausdehnung θ , unter der dieser Haufen beobachtet wird, kann nun in der Näherung kleiner Winkel durch $\theta(z) = l / D_A(z)$ berechnet werden. Für die Winkeldurchmesser-Entfernung $D_A(z)$ existiert im Falle eines allgemeinen kosmologischen Modells keine geschlossene Lösung, so daß hier Verfahren anzuwenden sind, die z. B. in [43] dargestellt werden.

In Abbildung D.1 ist die typische Winkelausdehnung eines Galaxienhaufens gegen dessen Rotverschiebung dargestellt, wobei die kosmologischen Parameter aus Gleichung 5.3

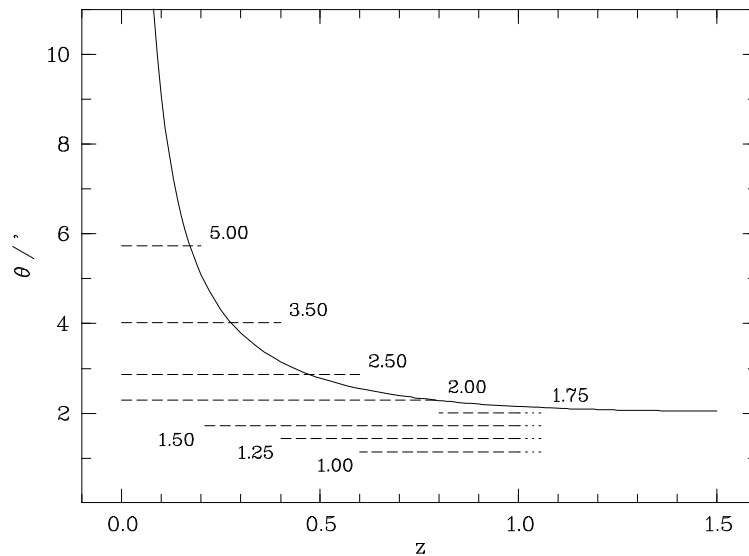


Abb. D.1: Vergleich der typischen Ausdehnung eines Galaxienhaufens (durchgezogen) mit der von vier Zellen für verschiedene f_{cs} (gestrichelt); der Parameter f_{cs} wird an den Geraden angegeben.

angewandt werden. Es fällt zunächst auf, daß sich diese Ausdehnung für $z > 1,0$ nur noch unwesentlich ändert, daher werden im folgenden fünf Rotverschiebungsintervalle der Breite $\Delta z = 0,2$ bis $z \approx 1,0$ betrachtet, die auch als Entfernungsbereiche D1, ..., D5 bezeichnet werden. Durch einen Vergleich der Ausdehnung θ mit der minimalen linearen Zellgröße $cs_{min} = 16 \text{ Pixel} \approx 17,2''$ kann nun für verschiedene Rotverschiebungen der zur Bestimmung der Zellgröße cs erforderliche Faktor f_{cs} ermittelt werden. Hierbei ist wegen der geforderten minimalen Ausdehnung eines Haufens von $m_{cell} = 12$ Zellen zu berücksichtigen, daß nur Regionen mit linearen Ausdehnungen von wenigstens $m_{cell} / \pi \approx 4$ Zellen als Haufenkandidaten akzeptiert werden können.

Berücksichtigt man weiterhin, daß jeweils möglichst wenige differierende Zellgrößen verwandt werden sollten, um den Rechenzeitbedarf zu begrenzen, und daß trotzdem dem dynamischen Bereich der Winkelausdehnungen Rechnung zu tragen ist, so fällt die Wahl auf vier verschiedene f_{cs} -Werte in jedem Entfernungintervall. Um die Zusammenfassung dieser vier Suchdurchgänge mit differierenden Zellgrößen zu erleichtern, wird der Parameter f_{cs} auf die ganzzahligen Vielfachen von $1/4$ beschränkt. Wegen der moderaten Änderung der typischen Haufenausdehnung mit der Rotverschiebung (s. Abbildung D.1) ist es weiterhin sinnvoll, die Größen der Zellen nur maßvoll mit der Entfernung zu verändern. Aus diesem Grund werden jeweils drei Werte des Parameters f_{cs} in das benachbarte z -Intervall übernommen.

In der Tabelle D.1 werden die für die verschiedenen Rotverschiebungsbereiche verwandten Parameter f_{cs} zusammengefaßt. Die korrespondierenden Winkelausdehnungen von je vier Zellen werden darüber hinaus für alle z -Intervalle in Abbildung D.1 der typischen Ausdehnung eines Galaxienhaufens gegenübergestellt. Die Überschneidung der Parameterwerte für benachbarte Entfernungsbereiche ist jeweils deutlich zu erkennen.

Tab. D.1: Übersicht über die Werte des Parameters f_{cs} für fünf Entfernungsbereiche.

Entfernungsbereich		f_{cs}							
		5,00	3,50	2,50	2,00	1,75	1,50	1,25	1,00
D1	$0,0 \leq z \leq 0,2$	×	×	×	×				
D2	$0,2 \leq z \leq 0,4$		×	×	×		×		
D3	$0,4 \leq z \leq 0,6$			×	×		×	×	
D4	$0,6 \leq z \leq 0,8$				×		×	×	×
D5	$0,8 \leq z$					×	×	×	×

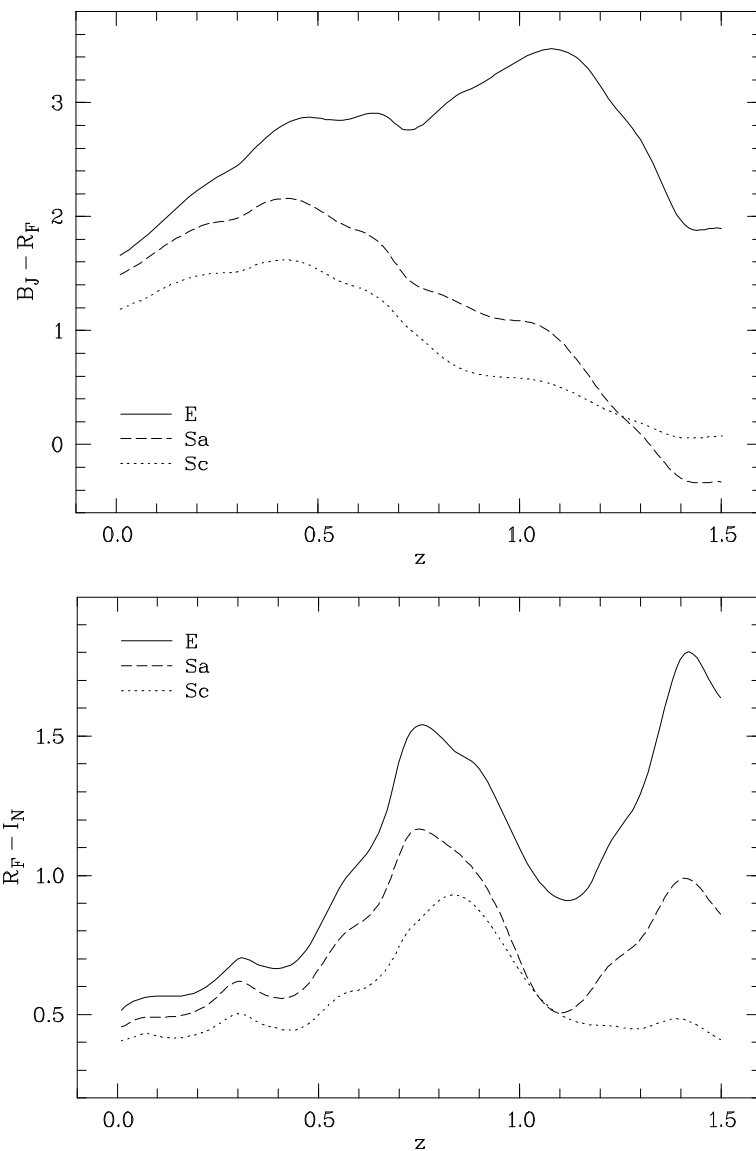


Abb. D.2: Änderung der Farben von Galaxien mit der Rotverschiebung; $B_J - R_F$ (oben) und $R_F - I_N$ (unten).

Neben der Charakteristik des Suchverfahrens bieten besonders vorausgehende Einschränkungen der Objektstichprobe die Möglichkeit, die Suche nach Galaxienhaufen effizienter zu gestalten. Falls, wie bei dem vorliegenden photographischen Datensatz, keine Rotverschiebungsinformationen für die Galaxien verfügbar sind, kommen vor allem Objekt-helligkeiten und -farben für diese Auswahlkriterien in Betracht.

Eine grobe Vorauswahl kann mittels der scheinbaren Helligkeiten der Galaxien vorgenommen werden. Als Grundlage dient hier der dynamische Helligkeitsbereich der B_J -

Daten, die zur Suche nach den südlichen ABELL-Haufen [2] mit nominellen Rotverschiebungen bis $z \approx 0,2$ verwandt wurden. Unter Berücksichtigung der $z = 0$ -Farben und der K - und Evolutionskorrekturen [48, 66] kann die Entwicklung der Farben mit der Rotverschiebung für verschiedene Galaxientypen berechnet werden (s. Abbildung D.2). Diese Informationen und der Entfernungsmodul erlauben es, mittlere B_J , R_F und I_N -Helligkeitsintervalle für höhere Rotverschiebungsbereiche abzuleiten. Die Mittelung erfolgt hierbei jeweils über die HUBBLE-Typen E, Sa und Sc, wobei elliptische Galaxien mit doppeltem und Sa- sowie Sc-Galaxien jeweils mit einfachem Gewicht berücksichtigt werden.

Die auf diese Weise abgeschätzten Helligkeitsintervalle für die drei photometrischen Bänder werden in Tabelle D.2 unter Berücksichtigung der Vollständigkeitsgrenzen des *Stack* und für die in Gleichung 5.3 dargestellte Kosmologie angegeben. Bei der Einschränkung der Objektstichprobe für die Haufensuche in einem Entfernungsbereich werden jeweils alle Galaxien ausgewählt, deren scheinbare Helligkeiten in mindestens einem Band mit dem angegebenen Intervall zusammenfallen.

Tab. D.2: Auswahlkriterien bezüglich der Objekthelligkeiten für die verschiedenen Entfernungsbereiche.

Entfernungsbereich		$B_J / ^m$	$R_F / ^m$	$I_N / ^m$
D1	$0,0 \leq z \leq 0,2$	[15,7; 20,50[[14,2; 19,00[[14,1; 18,50[
D2	$0,2 \leq z \leq 0,4$	[18,25; 22,75[[17,25; 20,75[[16,75; 20,25[
D3	$0,4 \leq z \leq 0,6$	[20,50; 24,00[[19,00; 22,00[[18,50; 21,50[
D4	$0,6 \leq z \leq 0,8$	[21,75; 24,8]	[20,25; 23,25[[19,75; 21,8]
D5	$0,8 \leq z$	[22,75; 24,8]	[21,00; 23,4]	[20,50; 21,8]

Mittels der oben beschriebenen K - und Evolutionskorrekturen können auch die B_J - R_F und die R_F - I_N -Farben von $z = 0$ auf größere Rotverschiebungen transformiert werden (s. Abbildung D.2). Diese Variation der Farbe mit z bietet die Möglichkeit, ergänzende Farbauswahlkriterien abzuleiten, um bevorzugt elliptische Galaxien in gegebenen Rotverschiebungsbereichen auszuwählen und somit die Dichte von Haufengalaxien relativ zum Feld zu erhöhen. Wegen der begrenzten Genauigkeit der Photometrie (vgl. Kapitel 2.3.4) ist es jedoch nicht ohne weiteres möglich, geeignete Farb-Kriterien aus den theoretischen Farben abzuleiten. Aus diesem Grund erfolgt in Kapitel 5.2.1 anhand eines simulierten Datensatzes eine gründliche Untersuchung möglicher Auswahlkriterien bezüglich der Galaxienfarben.

E Galaxienhaufenkataloge

Die folgenden beiden Tabellen enthalten zum einen den Hauptkatalog der mehrfach gefundenen Haufenkandidaten (Tabelle E.1) und zum anderen den ergänzenden Katalog der weniger signifikanten Kandidaten (Tabelle E.2), welche nur einfach nachwiesen wurden. Die beiden Listen sind jeweils nach aufsteigender Rektaszension sortiert und geben außer der fortlaufenden DPCS-Nr. u. a. die äquatorialen Koordinaten für die Epoche 2000 an: Die Rektaszension α_{2000} wird in Wertetripeln für h, m, s und die Deklination δ_{2000} entsprechend in °, ', " dargestellt. Darüber hinaus sind die galaktischen Koordinaten des Systems II l^{II} und b^{II} angegeben.

Neben den beiden Positionsvarianten sind in diesen Tabellen auch einige Informationen zu den Galaxienhaufen enthalten: N_{gal} bezeichnet die Anzahl aller Galaxien, die zu der Detektion des Kandidaten führten, und N_{bg} die korrespondierende Hintergrundanzahl. Mit der Grundfläche A , welche von der Anzahl und Größe der zu einem Haufenkandidaten gehörenden Zellen der Galaxien-Dichtekarten abgeleitet wird, ist die Objektdichte bei Bedarf zugänglich: $\rho = (N_{gal} - N_{bg}) / A$. Des weiteren werden zwei Formparameter angegeben, die auf der Kovarianzellipse der Galaxienverteilung jedes Kandidaten beruhen: Das Verhältnis der kleinen Halbachse zur großen wird mit b / a bezeichnet, während θ die Orientierung der großen Halbachse beschreibt. Dieser Winkel läuft im mathematisch positiven Sinn und ist im Koordinatensystem der Photoplatten definiert, so daß $\theta = 0^\circ$ im Zentrum des Datensatzes exakt und darüber hinaus in erster Näherung einer Orientierung der großen Halbachse a in Ost-West-Richtung entspricht.

Außerdem sind in den beiden Tabellen die Helligkeit der zehnthellsten Haufengalaxie im R_F -Band $r_{F,10} = m_{10}(R_F)$ und der Rotverschiebungsschätzwert z_{est} angegeben (vgl. Kapitel 6.1.2). Ein Stern (*) bezeichnet hierbei nicht verfügbare Werte, die bei der Helligkeit dadurch bedingt sind, daß weniger als zehn kalibrierte Werte vorliegen, während bei der Rotverschiebungsschätzung mindestens eine der drei zugrundeliegenden Helligkeiten fehlt. Die beiden Spalten S_1 und S_2 enthalten Informationen zur Verlässlichkeit der Haufenkandidaten, wobei die Signifikanz mit den Werten zunimmt: S_1 bezeichnet hierbei die Anzahl aller Detektionen eines Kandidaten, während S_2 die größte Teilmenge der Detektionen bezüglich einer Objektauswahl wiedergibt.

Tab. E.1: Galaxienhaufenkatalog der Kandidaten hoher Signifikanz.

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^\circ$	$b^{\text{II}} / ^\circ$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^\circ$	$r_{F,10}$	z_{est}	S_1	S_2
001	21 14 32,2	-46 54 40	352,763	-43,506	164	101,3	14,2	0,54	129	18,7	0,25	6	2
002	21 14 32,9	-46 46 56	352,939	-43,520	44	24,6	2,8	0,42	10	21,2	0,50	2	2
003	21 14 43,1	-46 31 41	353,285	-43,572	144	77,3	39,4	0,38	125	18,0	0,18	6	3
004	21 14 56,4	-46 22 06	353,501	-43,624	97	57,2	8,1	0,44	135	20,5	0,44	3	3
005	21 15 03,4	-45 02 22	355,331	-43,746	692	351,8	56,9	0,36	70	17,4	0,16	18	6
006	21 15 06,9	-46 48 41	352,887	-43,613	57	33,3	1,9	0,58	109	22,0	0,64	3	2
007	21 15 12,2	-46 37 14	353,147	-43,647	103	63,1	24,3	0,41	19	18,5	0,23	2	2
008	21 15 13,4	-45 21 43	354,882	-43,753	105	55,0	26,5	0,32	19	19,5	0,30	5	5
009	21 15 16,2	-46 56 01	352,715	-43,629	128	64,5	47,9	0,41	115	17,9	0,19	6	4
010	21 15 18,9	-44 52 45	355,548	-43,801	68	32,7	6,5	0,54	41	20,3	0,37	3	2
011	21 15 19,9	-43 55 24	356,871	-43,857	93	48,5	13,7	0,66	84	19,9	0,35	5	4
012	21 15 20,6	-46 43 33	352,999	-43,661	176	104,0	8,8	0,42	109	20,0	0,38	5	4
013	21 15 24,0	-45 29 34	354,698	-43,774	81	27,2	19,4	0,48	30	18,3	0,18	7	4
014	21 15 28,6	-43 40 17	357,218	-43,894	15	4,4	12,6	0,48	131	19,0	0,25	2	2
015	21 15 30,5	-45 55 37	354,097	-43,759	110	66,0	5,3	0,79	135	20,4	0,44	6	2
016	21 15 34,7	-43 24 44	357,576	-43,924	144	62,9	35,9	0,40	6	18,0	0,19	9	6
017	21 15 40,1	-42 15 45	359,172	-43,975	90	55,6	3,6	0,74	90	21,6	0,55	7	3
018	21 15 52,2	-43 48 51	357,016	-43,960	76	43,3	3,1	0,67	18	21,7	0,53	4	2
019	21 15 53,8	-44 38 36	355,865	-43,919	59	32,3	1,8	0,44	121	21,9	0,61	3	2
020	21 15 56,1	-42 34 09	358,744	-44,018	155	68,7	95,7	0,72	175	16,9	0,12	5	4
021	21 16 01,3	-44 53 16	355,525	-43,926	40	17,9	3,6	0,67	120	20,3	0,42	2	1
022	21 16 10,9	-46 13 11	353,679	-43,851	88	44,6	22,9	0,49	106	19,0	0,27	4	4
023	21 16 12,4	-44 31 03	356,035	-43,982	89	58,9	7,1	0,49	82	20,6	0,45	2	2
024	21 16 16,5	-44 36 20	355,912	-43,988	196	131,4	15,4	0,41	33	19,4	0,32	2	2
025	21 16 29,8	-46 40 07	353,052	-43,863	363	183,8	68,2	0,40	137	17,9	0,19	10	4
026	21 16 34,2	-44 01 22	356,717	-44,075	40	27,4	12,2	0,61	83	19,6	0,32	2	2
027	21 16 35,3	-46 05 21	353,851	-43,932	48	28,4	13,3	0,33	101	18,9	0,27	3	3
028	21 16 39,0	-46 31 44	353,242	-43,902	118	66,8	14,7	0,46	16	19,3	0,30	5	3
029	21 16 39,8	-45 46 32	354,283	-43,972	146	83,0	18,4	0,47	3	19,7	0,32	6	4
030	21 16 41,8	-43 30 25	357,433	-44,123	115	81,3	9,7	0,91	143	19,9	0,35	3	3
031	21 16 45,3	-43 22 00	357,628	-44,140	30	9,8	32,0	0,44	19	17,7	0,17	2	2
032	21 16 46,4	-45 53 51	354,112	-43,981	78	54,0	6,5	0,57	178	20,4	0,42	2	2
033	21 16 46,8	-42 51 29	358,336	-44,164	56	33,6	14,6	0,33	145	18,9	0,25	2	2
034	21 16 46,9	-46 22 35	353,449	-43,939	57	32,6	4,3	0,53	153	20,9	0,49	2	2
035	21 16 51,7	-44 39 09	355,838	-44,090	232	156,6	13,1	0,67	138	19,7	0,34	6	5
036	21 17 00,3	-46 03 33	353,884	-44,007	87	28,8	6,7	0,55	50	20,4	0,42	5	3
037	21 17 02,0	-42 34 47	358,722	-44,219	83	45,1	19,0	0,26	34	19,4	0,31	3	3
038	21 17 05,3	-46 18 56	353,527	-43,998	56	27,6	4,6	0,47	56	21,1	0,50	2	2

Anhang

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^\circ$	$b^{\text{II}} / ^\circ$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^\circ$	$r_{F, 10}$	z_{est}	S_1	S_2
039	21 17 16,2	-44 49 15	355,597	-44,151	273	154,7	23,2	0,75	84	19,0	0,26	8	4
040	21 17 19,6	-42 49 39	358,373	-44,265	65	33,9	4,4	0,78	40	20,6	0,44	3	3
041	21 17 27,0	-46 32 26	353,207	-44,038	90	52,6	8,0	0,48	100	20,8	0,44	4	4
042	21 17 33,0	-43 35 27	357,306	-44,274	52	29,8	13,3	0,39	64	19,6	0,33	2	2
043	21 17 36,9	-43 01 30	358,095	-44,310	70	41,3	2,3	0,89	128	21,5	0,58	2	2
044	21 17 46,2	-45 34 07	354,548	-44,182	32	12,2	40,2	0,72	40	17,9	0,18	2	2
045	21 17 48,5	-45 48 54	354,205	-44,168	127	76,6	9,3	0,77	88	19,9	0,37	4	4
046	21 17 53,5	-43 13 52	357,804	-44,352	66	41,9	2,5	0,51	96	22,1	0,65	4	2
047	21 17 55,3	-47 17 47	352,150	-44,039	233	108,7	32,4	0,59	81	18,5	0,22	8	4
048	21 18 03,3	-43 44 36	357,087	-44,356	219	136,3	32,8	0,50	145	18,9	0,26	7	4
049	21 18 08,9	-45 08 12	355,142	-44,282	169	78,0	44,6	0,40	31	17,4	0,15	9	4
050	21 18 20,3	-44 57 49	355,379	-44,330	285	160,4	34,8	0,40	16	18,3	0,21	10	5
051	21 18 40,5	-44 27 54	356,069	-44,424	25	6,1	7,5	0,45	55	18,8	0,24	2	1
052	21 18 59,7	-45 55 55	354,017	-44,362	65	22,8	4,9	0,75	159	20,1	0,39	4	3
053	21 19 00,3	-45 05 16	355,193	-44,437	80	51,2	2,8	0,52	56	21,9	0,62	3	2
054	21 19 06,2	-45 41 16	354,354	-44,404	48	22,5	2,1	0,39	115	21,2	0,54	2	1
055	21 19 08,3	-46 50 24	352,750	-44,295	133	39,5	9,2	0,66	77	20,5	0,42	5	4
056	21 19 13,0	-43 10 40	357,863	-44,596	44	19,1	20,2	0,28	75	18,6	0,22	4	2
057	21 19 16,7	-43 28 25	357,448	-44,592	236	168,9	9,4	0,51	83	21,0	0,49	3	2
058	21 19 18,0	-42 33 06	358,741	-44,638	250	155,0	11,0	0,59	65	20,5	0,46	12	4
059	21 19 18,4	-44 52 58	355,474	-44,506	67	39,4	16,9	0,84	91	18,5	0,22	4	4
060	21 19 24,8	-42 49 56	358,346	-44,647	189	94,9	18,1	0,31	133	19,5	0,32	6	3
061	21 19 27,4	-43 05 49	357,974	-44,644	229	141,9	11,5	0,58	129	19,9	0,37	9	3
062	21 19 28,2	-42 18 17	359,087	-44,677	132	77,3	9,5	0,28	170	20,5	0,40	3	1
063	21 19 30,1	-45 57 45	353,962	-44,447	117	78,3	9,8	0,41	95	20,0	0,37	2	2
064	21 19 36,1	-46 23 17	353,367	-44,423	214	101,5	27,9	0,46	17	18,8	0,26	5	4
065	21 19 44,8	-44 28 35	356,035	-44,614	109	57,6	18,9	0,56	58	19,0	0,28	4	2
066	21 19 47,0	-44 21 33	356,198	-44,629	71	40,8	19,2	0,76	70	18,8	0,26	2	2
067	21 19 47,2	-46 08 31	353,705	-44,479	80	43,5	19,6	0,55	44	18,6	0,25	4	4
068	21 20 07,6	-43 47 05	356,999	-44,728	649	331,1	51,1	0,54	32	18,0	0,20	25	4
069	21 20 08,2	-43 56 07	356,787	-44,720	195	71,0	43,1	0,55	122	17,7	0,17	9	4
070	21 20 15,2	-45 20 44	354,807	-44,635	29	9,6	34,3	0,68	40	17,7	0,17	3	3
071	21 20 17,3	-44 43 24	355,678	-44,692	243	126,2	29,9	0,54	46	19,2	0,28	4	2
072	21 20 30,7	-44 50 40	355,504	-44,722	145	78,2	17,8	0,32	29	19,1	0,27	8	4
073	21 20 34,6	-47 26 24	351,876	-44,469	116	65,9	8,8	0,65	82	20,7	0,44	4	4
074	21 20 49,9	-44 00 56	356,663	-44,840	171	123,9	9,0	0,65	13	20,3	0,42	8	4
075	21 20 52,6	-47 07 32	352,305	-44,557	509	232,8	71,7	0,59	132	17,5	0,15	16	8
076	21 20 56,7	-47 21 23	351,982	-44,541	258	179,9	13,0	0,79	19	20,0	0,38	5	2
077	21 21 02,7	-46 34 47	353,062	-44,649	132	57,1	76,1	0,39	16	16,6	0,12	8	3
078	21 21 22,2	-45 07 45	355,087	-44,849	97	56,1	6,0	0,45	19	20,6	0,44	2	1
079	21 21 22,5	-45 57 27	353,924	-44,771	40	18,0	8,2	0,53	109	19,7	0,33	3	3

E Galaxienhaufenkataloge

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^{\circ}$	$b^{\text{II}} / ^{\circ}$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^{\circ}$	$r_{F,10}$	z_{est}	S_1	S_2
080	21 21 23,0	-44 03 10	356,601	-44,936	51	16,0	5,6	0,86	178	20,5	0,46	3	2
081	21 21 24,5	-43 04 34	357,978	-45,000	66	34,7	1,8	0,53	125	21,7	0,60	3	2
082	21 21 25,3	-47 19 46	352,005	-44,624	157	101,1	8,4	0,88	175	20,2	0,42	2	1
083	21 21 26,5	-44 11 26	356,406	-44,937	161	102,1	5,5	0,49	103	21,7	0,57	8	4
084	21 21 31,1	-43 51 10	356,880	-44,975	143	92,9	4,9	0,54	107	20,7	0,45	6	4
085	21 21 34,7	-47 04 55	352,346	-44,681	105	71,0	4,7	0,73	108	20,8	0,47	2	1
086	21 21 38,2	-43 57 43	356,725	-44,988	8	1,5	6,4	0,55	130	*	*	2	2
087	21 21 39,6	-42 23 57	358,932	-45,078	107	59,3	9,4	0,56	124	20,1	0,39	3	2
088	21 21 57,5	-45 00 02	355,254	-44,964	39	20,1	1,1	0,60	64	22,5	0,69	2	1
089	21 21 58,4	-46 20 09	353,378	-44,835	62	32,5	15,1	0,55	3	19,1	0,28	4	4
090	21 22 03,1	-45 35 08	354,430	-44,926	48	22,0	1,9	0,49	153	21,6	0,57	2	1
091	21 22 22,1	-43 28 59	357,389	-45,151	60	26,7	5,7	0,35	78	20,5	0,44	3	2
092	21 22 22,7	-44 01 10	356,630	-45,117	43	20,1	1,1	0,42	119	22,2	0,67	2	1
093	21 22 25,3	-45 37 14	354,371	-44,987	42	19,8	1,7	0,50	10	21,5	0,60	2	1
094	21 22 26,8	-47 25 34	351,839	-44,783	63	33,3	16,2	0,44	41	18,4	0,22	4	4
095	21 22 30,7	-42 49 58	358,308	-45,215	104	42,0	10,4	0,56	126	19,1	0,28	6	3
096	21 22 34,9	-46 48 09	352,707	-44,885	186	104,0	25,5	0,59	152	18,9	0,25	5	4
097	21 22 37,6	-44 24 35	356,074	-45,131	98	51,5	3,7	0,45	84	20,3	0,42	6	2
098	21 22 40,0	-44 51 30	355,439	-45,101	131	90,1	8,5	0,37	3	20,5	0,45	7	4
099	21 22 45,7	-46 23 42	353,273	-44,964	141	80,9	8,1	0,73	157	20,3	0,41	6	4
100	21 22 46,0	-43 58 34	356,684	-45,190	112	54,7	27,1	0,60	171	19,0	0,26	4	4
101	21 22 46,3	-46 15 36	353,463	-44,980	60	38,7	14,4	0,43	172	19,3	0,30	4	3
102	21 22 55,0	-45 07 49	355,050	-45,121	192	94,3	23,6	0,58	170	19,3	0,30	6	4
103	21 23 09,4	-45 18 36	354,791	-45,146	47	26,4	1,5	0,76	76	21,6	0,59	2	1
104	21 23 11,6	-42 49 28	358,311	-45,340	52	24,6	3,0	0,55	84	21,4	0,54	2	2
105	21 23 17,3	-45 59 37	353,824	-45,099	110	40,4	33,8	0,38	67	18,3	0,22	9	4
106	21 23 21,6	-44 42 05	355,646	-45,238	57	30,0	1,8	0,74	165	21,7	0,61	2	2
107	21 23 25,5	-44 55 42	355,324	-45,229	100	58,9	7,3	0,71	66	20,0	0,38	2	2
108	21 23 29,1	-47 10 42	352,154	-44,990	96	52,7	3,6	0,45	67	21,5	0,56	6	3
109	21 23 29,7	-43 54 26	356,768	-45,326	92	46,5	16,2	0,29	34	19,2	0,30	3	2
110	21 23 37,4	-42 55 51	358,153	-45,412	99	45,4	17,4	0,36	175	18,7	0,25	2	1
111	21 23 42,0	-44 00 16	356,627	-45,356	60	35,6	13,1	0,34	65	19,6	0,33	5	4
112	21 23 43,7	-47 01 44	352,355	-45,051	159	65,4	21,6	0,72	160	18,6	0,23	10	4
113	21 23 49,1	-42 32 11	358,712	-45,469	275	170,4	15,2	0,48	62	19,7	0,33	6	4
114	21 23 51,9	-45 23 22	354,661	-45,263	43	22,3	3,0	0,41	50	20,9	0,50	2	2
115	21 23 53,3	-43 02 15	357,997	-45,455	106	62,3	31,5	0,52	34	19,0	0,26	3	3
116	21 24 05,0	-43 26 27	357,420	-45,465	30	11,8	6,3	0,42	37	20,2	0,40	2	2
117	21 24 13,4	-45 05 56	355,063	-45,354	71	42,8	2,4	0,43	78	21,9	0,61	2	1
118	21 24 16,8	-42 55 22	358,155	-45,533	241	155,1	9,1	0,34	166	20,4	0,43	6	3
119	21 24 19,2	-44 25 40	356,013	-45,432	20	5,8	26,8	0,43	126	18,6	0,24	3	3
120	21 24 25,9	-44 27 50	355,959	-45,448	23	7,5	4,2	0,48	4	20,0	0,40	2	2

Anhang

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^\circ$	$b^{\text{II}} / ^\circ$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^\circ$	$r_{F, 10}$	z_{est}	S_1	S_2
121	21 24 28,2	-45 46 08	354,109	-45,328	269	130,5	21,4	0,35	25	19,9	0,35	9	3
122	21 24 34,2	-47 07 49	352,186	-45,180	55	27,4	14,9	0,56	62	19,0	0,27	4	4
123	21 24 35,3	-44 53 45	355,343	-45,438	216	100,5	47,8	0,48	113	17,4	0,16	13	4
124	21 24 58,4	-44 33 17	355,818	-45,536	45	22,7	2,9	0,87	174	21,2	0,55	2	2
125	21 25 00,0	-43 21 28	357,522	-45,637	69	46,4	2,6	0,60	29	21,3	0,56	3	3
126	21 25 08,6	-46 19 07	353,313	-45,381	216	98,4	37,6	0,38	20	17,8	0,18	8	4
127	21 25 10,1	-44 02 59	356,533	-45,615	29	7,2	5,1	0,63	61	20,6	0,42	2	2
128	21 25 11,4	-44 08 43	356,396	-45,611	64	39,2	4,8	0,79	85	20,0	0,39	2	2
129	21 25 13,6	-43 41 39	357,038	-45,653	105	53,9	9,9	0,87	15	19,0	0,27	4	2
130	21 25 13,8	-44 45 04	355,533	-45,565	267	193,2	14,6	0,55	45	20,3	0,41	5	3
131	21 25 34,3	-42 43 04	358,428	-45,782	161	92,8	20,1	0,37	155	19,2	0,28	4	2
132	21 25 38,2	-42 27 16	358,804	-45,809	35	11,3	25,9	0,66	63	17,8	0,17	5	4
133	21 25 52,6	-44 23 57	356,019	-45,711	60	33,5	1,8	0,33	116	21,3	0,56	2	2
134	21 26 00,2	-45 39 12	354,230	-45,606	111	44,8	10,8	0,76	59	20,0	0,37	6	4
135	21 26 03,0	-45 18 12	354,726	-45,654	23	7,0	4,4	0,50	83	20,9	0,45	2	2
136	21 26 09,2	-43 04 09	357,915	-45,866	226	162,4	12,8	0,40	156	20,4	0,44	12	4
137	21 26 09,5	-43 20 45	357,519	-45,847	197	127,5	12,6	0,55	8	19,5	0,33	8	3
138	21 26 17,3	-45 13 04	354,842	-45,704	21	7,0	4,1	0,56	143	20,7	0,50	2	2
139	21 26 24,0	-45 48 55	353,989	-45,657	52	36,7	2,1	0,37	136	22,1	0,61	2	1
140	21 26 25,9	-47 12 49	352,007	-45,482	206	139,4	11,6	0,92	129	20,6	0,46	3	2
141	21 26 28,0	-42 43 57	358,392	-45,945	125	69,1	4,4	0,39	44	21,1	0,53	6	4
142	21 26 36,1	-45 35 56	354,291	-45,717	217	95,4	48,8	0,66	73	18,1	0,21	7	4
143	21 26 45,1	-43 02 47	357,937	-45,976	62	33,9	1,9	0,37	108	21,8	0,61	2	2
144	21 26 51,2	-43 18 04	357,569	-45,977	134	79,0	26,5	0,44	43	18,5	0,23	5	4
145	21 27 03,7	-47 27 30	351,639	-45,552	78	27,0	22,4	0,46	72	18,5	0,23	3	2
146	21 27 15,9	-45 08 23	354,927	-45,884	177	126,0	10,8	0,66	109	20,3	0,40	3	2
147	21 27 30,8	-46 16 26	353,303	-45,792	52	17,7	13,5	0,69	95	18,7	0,24	6	4
148	21 27 39,6	-45 31 41	354,361	-45,909	91	29,4	7,7	0,70	147	20,3	0,39	7	4
149	21 27 44,9	-43 38 09	357,070	-46,112	204	130,6	7,5	0,55	129	21,1	0,51	4	2
150	21 27 45,4	-47 14 14	351,927	-45,701	26	7,7	8,4	0,74	169	18,8	0,25	4	2
151	21 27 47,4	-47 26 38	351,634	-45,676	131	87,2	10,3	0,44	162	20,4	0,43	4	4
152	21 27 53,1	-45 02 31	355,050	-46,003	271	169,3	11,5	0,88	134	20,4	0,43	9	4
153	21 27 55,7	-43 51 59	356,735	-46,126	63	33,5	1,9	0,54	160	21,5	0,58	4	2
154	21 27 56,3	-45 09 04	354,892	-46,000	142	85,9	5,1	0,68	166	20,6	0,46	7	3
155	21 27 56,6	-44 00 27	356,532	-46,116	192	128,0	10,3	0,54	147	20,6	0,47	6	3
156	21 28 00,3	-43 40 54	356,999	-46,155	189	82,5	18,9	0,44	90	18,9	0,27	11	6
157	21 28 02,5	-44 51 49	355,301	-46,050	148	72,8	23,4	0,38	78	19,3	0,30	5	2
158	21 28 17,3	-46 34 03	352,860	-45,886	276	141,1	77,7	0,52	82	17,4	0,16	10	4
159	21 28 19,3	-43 32 25	357,196	-46,224	36	17,5	1,0	0,35	23	22,2	0,69	2	1
160	21 28 26,8	-45 49 05	353,923	-46,010	99	39,8	8,3	0,59	14	21,0	0,46	6	4
161	21 28 33,8	-42 53 05	358,136	-46,319	78	44,2	6,7	0,64	148	20,4	0,45	2	2

E Galaxienhaufenkataloge

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^{\circ}$	$b^{\text{II}} / ^{\circ}$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^{\circ}$	$r_{F, 10}$	z_{est}	S_1	S_2
162	21 28 37,9	-46 44 07	352,609	-45,920	47	24,4	2,9	0,68	58	21,0	0,52	2	2
163	21 28 43,8	-43 13 11	357,649	-46,323	117	65,9	15,5	0,28	156	19,4	0,31	3	1
164	21 28 47,3	-44 31 42	355,762	-46,216	125	79,7	10,2	0,55	45	19,9	0,39	5	5
165	21 28 47,7	-47 28 21	351,556	-45,840	79	39,7	6,2	0,38	146	20,7	0,44	3	3
166	21 28 53,4	-43 03 39	357,875	-46,364	97	41,1	14,3	0,69	67	19,0	0,28	5	4
167	21 28 57,2	-46 15 35	353,277	-46,041	106	65,7	8,6	0,67	160	19,8	0,37	4	4
168	21 29 00,7	-44 48 58	355,343	-46,225	108	56,3	9,1	0,46	119	19,8	0,36	3	2
169	21 29 01,1	-45 49 04	353,906	-46,109	180	124,9	7,1	0,69	16	20,9	0,51	4	2
170	21 29 02,5	-44 13 08	356,201	-46,291	49	34,0	1,9	0,50	23	22,3	0,64	2	2
171	21 29 04,0	-45 10 57	354,815	-46,194	138	90,8	11,2	0,44	19	19,8	0,35	4	4
172	21 29 10,4	-47 11 56	351,931	-45,944	155	87,5	15,8	0,57	14	19,6	0,32	3	2
173	21 29 17,6	-44 14 51	356,153	-46,334	149	105,8	6,1	0,36	52	21,6	0,57	2	1
174	21 29 29,4	-44 12 39	356,201	-46,372	71	34,3	14,0	0,71	29	20,3	0,43	3	2
175	21 29 30,0	-43 15 56	357,567	-46,460	107	51,0	39,2	0,48	57	18,2	0,21	4	2
176	21 29 34,2	-46 09 27	353,402	-46,160	187	115,5	34,4	0,69	52	18,7	0,24	6	3
177	21 29 34,4	-42 37 18	358,498	-46,521	80	44,1	13,6	0,75	157	19,5	0,31	4	3
178	21 29 34,7	-46 02 30	353,567	-46,177	133	92,8	5,3	0,43	132	21,4	0,54	2	1
179	21 29 41,4	-46 55 18	352,306	-46,073	47	15,7	8,7	0,54	156	19,5	0,32	3	3
180	21 29 53,1	-46 50 58	352,402	-46,117	110	69,0	7,7	0,63	166	19,9	0,34	4	3
181	21 29 54,5	-45 41 04	354,069	-46,281	82	52,2	7,0	0,59	22	20,0	0,40	2	2
182	21 29 56,6	-47 22 07	351,660	-46,047	176	107,4	28,8	0,47	102	19,1	0,28	7	5
183	21 29 58,5	-45 02 57	354,980	-46,368	31	10,3	37,5	0,39	173	17,9	0,18	3	3
184	21 30 04,2	-43 00 39	357,924	-46,583	94	70,5	4,0	0,86	51	21,0	0,51	2	2
185	21 30 11,9	-47 06 59	352,010	-46,129	67	43,0	2,3	0,42	109	21,3	0,56	2	1
186	21 30 25,4	-46 50 13	352,401	-46,210	45	20,4	1,1	0,60	141	22,6	0,67	2	1
187	21 30 25,7	-46 05 46	353,461	-46,316	30	9,0	3,1	0,52	123	20,6	0,45	2	1
188	21 30 26,6	-44 53 58	355,182	-46,468	35	23,0	13,1	0,86	8	20,3	0,40	2	2
189	21 30 37,0	-43 18 24	357,483	-46,658	168	107,6	7,9	0,43	102	19,9	0,37	7	3
190	21 30 42,4	-45 57 31	353,649	-46,382	31	12,2	6,0	0,31	168	19,7	0,33	2	2
191	21 30 46,2	-46 45 54	352,490	-46,279	153	82,7	22,3	0,64	107	18,6	0,23	8	4
192	21 30 53,9	-44 47 33	355,323	-46,561	99	58,2	8,3	0,33	46	20,0	0,38	2	2
193	21 31 00,5	-46 20 58	353,077	-46,380	96	48,7	7,6	0,53	133	20,5	0,42	5	4
194	21 31 16,3	-43 55 55	356,559	-46,719	46	27,2	9,2	0,72	164	19,8	0,36	4	3
195	21 31 18,3	-44 58 12	355,054	-46,611	90	35,2	55,0	0,41	97	17,2	0,15	5	4
196	21 31 26,1	-43 15 18	357,539	-46,811	113	42,1	51,0	0,26	71	16,9	0,12	7	4
197	21 31 49,5	-45 02 28	354,935	-46,694	48	23,8	4,8	0,59	107	21,3	0,52	3	3
198	21 31 52,5	-42 42 35	358,324	-46,937	98	56,6	7,0	0,64	113	20,9	0,50	4	4
199	21 31 52,8	-44 00 47	356,425	-46,819	132	70,9	19,1	0,36	59	19,3	0,30	2	1
200	21 31 59,9	-46 01 37	353,506	-46,595	332	182,7	27,5	0,29	50	19,4	0,30	9	6
201	21 32 23,9	-47 01 59	352,044	-46,513	59	34,0	4,2	0,55	113	20,5	0,45	2	2
202	21 32 27,7	-45 13 21	354,652	-46,783	59	36,2	4,9	0,23	111	20,9	0,49	2	2

Anhang

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^\circ$	$b^{\text{II}} / ^\circ$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^\circ$	$r_{F, 10}$	z_{est}	S_1	S_2
203	21 32 29,8	-43 32 31	357,094	-46,977	75	48,1	2,7	0,60	109	22,0	0,64	4	3
204	21 32 30,0	-43 05 55	357,742	-47,018	175	71,8	44,1	0,46	75	17,7	0,17	9	4
205	21 32 36,2	-46 30 17	352,795	-46,629	35	19,6	2,4	0,65	174	21,4	0,55	2	2
206	21 32 37,4	-43 15 53	357,496	-47,026	159	78,2	22,2	0,78	60	19,5	0,31	6	4
207	21 32 42,6	-44 59 18	354,984	-46,856	54	26,6	2,2	0,54	27	21,5	0,55	2	1
208	21 32 45,6	-43 50 00	356,663	-46,996	284	145,3	17,1	0,74	4	19,7	0,34	13	4
209	21 32 46,5	-45 31 52	354,195	-46,797	59	33,3	18,6	0,25	163	19,4	0,30	3	3
210	21 32 47,5	-46 08 40	353,308	-46,714	434	289,0	26,4	0,74	98	19,7	0,33	11	4
211	21 32 53,1	-44 05 06	356,292	-46,991	85	49,7	15,5	0,58	104	19,9	0,36	3	2
212	21 33 00,6	-47 29 09	351,370	-46,540	82	54,5	7,9	0,33	177	20,7	0,46	2	2
213	21 33 25,2	-45 32 04	354,168	-46,909	247	161,4	9,4	0,26	155	20,6	0,45	10	4
214	21 33 26,9	-45 49 00	353,758	-46,874	139	78,5	18,5	0,53	75	19,4	0,31	5	4
215	21 33 27,4	-42 50 40	358,091	-47,215	135	74,1	20,4	0,78	73	18,7	0,25	6	4
216	21 33 50,8	-44 36 16	355,506	-47,103	89	49,0	6,2	0,68	67	20,3	0,42	3	3
217	21 33 55,1	-42 39 30	358,354	-47,315	631	276,8	169,1	0,80	4	16,7	0,12	23	10
218	21 33 58,4	-43 52 23	356,571	-47,209	131	60,8	17,6	0,57	61	19,5	0,30	8	4
219	21 34 11,6	-45 36 47	354,026	-47,032	80	59,9	3,2	0,75	110	21,9	0,62	3	2
220	21 34 26,9	-46 11 11	353,185	-46,992	15	4,5	16,2	0,35	88	18,9	0,26	3	3
221	21 34 32,3	-45 20 58	354,397	-47,129	162	76,0	73,2	0,61	136	17,2	0,14	6	4
222	21 34 32,7	-44 26 16	355,727	-47,246	358	189,4	16,8	0,68	35	19,6	0,33	10	4
223	21 34 57,7	-42 27 58	358,613	-47,523	103	60,4	25,0	0,36	179	18,3	0,22	4	4
224	21 35 04,2	-44 10 05	356,106	-47,372	33	14,5	7,3	0,59	101	19,2	0,29	3	3
225	21 35 08,5	-46 06 59	353,260	-47,121	151	90,7	11,0	0,40	46	20,1	0,39	6	4
226	21 35 08,5	-43 54 29	356,485	-47,414	24	8,5	4,5	0,50	16	19,5	0,32	2	2
227	21 35 23,0	-46 28 53	352,720	-47,105	275	174,2	12,9	0,83	42	20,5	0,43	9	3
228	21 35 28,4	-44 19 43	355,858	-47,424	139	69,8	11,2	0,65	83	19,9	0,37	4	4
229	21 35 50,5	-44 01 16	356,298	-47,527	114	72,0	8,5	0,78	115	20,0	0,39	4	4
230	21 35 58,3	-44 36 26	355,433	-47,478	152	64,5	22,5	0,53	128	18,7	0,26	11	4
231	21 36 03,4	-45 18 43	354,397	-47,398	370	154,9	82,9	0,74	105	17,5	0,16	12	7
232	21 36 05,5	-43 56 17	356,412	-47,581	134	72,8	13,1	0,45	66	19,2	0,30	2	1
233	21 36 08,2	-46 13 49	353,055	-47,273	249	125,3	25,9	0,68	173	18,7	0,24	6	4
234	21 36 12,2	-46 28 43	352,690	-47,245	63	19,7	14,6	0,60	51	18,3	0,21	6	4
235	21 36 17,9	-46 04 08	353,283	-47,327	60	33,3	1,9	0,58	14	22,3	0,68	3	2
236	21 36 24,7	-42 43 23	358,198	-47,766	71	37,9	4,7	0,36	150	20,4	0,47	3	3
237	21 36 25,7	-47 04 45	351,810	-47,181	224	108,1	19,4	0,66	41	19,2	0,29	9	4
238	21 36 26,9	-45 39 07	353,886	-47,416	57	20,8	5,9	0,69	109	20,9	0,47	3	2
239	21 36 35,3	-46 38 15	352,443	-47,284	22	7,9	4,1	0,48	111	20,1	0,40	2	2
240	21 36 46,7	-42 45 30	358,136	-47,830	35	13,0	7,9	0,52	128	20,3	0,40	3	3
241	21 36 49,6	-44 03 00	356,224	-47,698	62	38,6	2,2	0,46	53	21,7	0,63	2	2
242	21 36 51,2	-44 32 43	355,494	-47,641	106	70,7	9,9	0,53	62	20,4	0,44	4	4
243	21 37 09,5	-43 40 57	356,756	-47,801	67	36,2	4,6	0,28	128	20,4	0,43	2	2

E Galaxienhaufenkataloge

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^\circ$	$b^{\text{II}} / ^\circ$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^\circ$	$r_{F, 10}$	z_{est}	S_1	S_2
244	21 37 26,2	-45 24 20	354,208	-47,624	149	102,9	5,7	0,83	177	21,1	0,53	7	4
245	21 37 46,1	-47 02 56	351,794	-47,411	76	37,8	39,0	0,31	52	17,7	0,16	5	2
246	21 37 48,9	-42 47 27	358,060	-48,015	308	150,8	94,0	0,51	88	17,1	0,15	14	6
247	21 37 56,6	-44 45 22	355,144	-47,806	58	30,3	16,9	0,80	54	19,2	0,28	2	2
248	21 37 57,9	-47 23 44	351,281	-47,381	73	33,2	38,7	0,61	136	17,6	0,17	8	4
249	21 38 02,2	-46 31 36	352,543	-47,548	76	50,7	3,0	0,69	169	21,7	0,61	2	2
250	21 38 17,9	-43 33 19	356,910	-48,020	102	51,8	9,6	0,57	0	20,3	0,41	4	3
251	21 38 25,4	-47 28 12	351,152	-47,442	106	71,3	4,3	0,52	96	21,2	0,55	3	3
252	21 38 25,6	-46 00 34	353,282	-47,701	174	89,9	14,0	0,39	64	19,5	0,31	8	6
253	21 38 26,8	-45 13 33	354,433	-47,826	119	67,3	5,3	0,51	58	20,8	0,47	3	2
254	21 38 35,9	-42 19 22	358,737	-48,205	72	42,1	17,0	0,42	142	19,4	0,31	2	1
255	21 38 41,7	-43 37 23	356,796	-48,084	90	55,7	6,0	0,29	17	21,6	0,57	2	1
256	21 38 43,0	-45 31 31	353,982	-47,828	106	74,2	4,1	0,62	36	21,2	0,53	2	2
257	21 38 50,6	-42 30 03	358,464	-48,233	114	85,3	4,7	0,46	59	21,1	0,54	2	2
258	21 39 00,1	-42 52 07	357,911	-48,224	332	186,1	21,9	0,46	137	19,3	0,30	13	4
259	21 39 02,9	-45 06 42	354,578	-47,948	103	60,9	7,7	0,40	128	20,2	0,40	3	3
260	21 39 04,3	-46 13 31	352,938	-47,776	148	73,6	5,4	0,70	38	20,4	0,45	11	4
261	21 39 19,2	-44 00 16	356,208	-48,149	490	227,2	161,8	0,45	166	16,2	0,11	19	6
262	21 39 32,6	-46 29 36	352,524	-47,810	100	64,6	3,7	0,81	118	21,4	0,57	5	3
263	21 39 54,4	-47 07 50	351,575	-47,754	123	56,5	30,1	0,66	136	18,1	0,20	9	4
264	21 39 59,6	-42 58 17	357,728	-48,394	22	9,1	4,1	0,74	49	19,9	0,39	2	2
265	21 40 00,5	-45 47 27	353,537	-48,008	61	30,8	15,8	0,79	148	19,2	0,29	5	5
266	21 40 02,6	-45 54 48	353,354	-47,994	139	63,3	21,9	0,31	129	18,7	0,25	9	6
267	21 40 15,8	-43 14 22	357,318	-48,412	35	14,8	7,1	0,42	89	19,4	0,31	3	3
268	21 40 18,7	-44 57 14	354,762	-48,192	67	32,8	17,0	0,69	85	18,8	0,26	4	4
269	21 40 22,8	-46 42 34	352,169	-47,912	72	37,1	6,7	0,27	89	20,4	0,43	2	1
270	21 40 34,1	-45 43 25	353,612	-48,115	25	5,4	3,9	0,69	51	20,8	0,46	2	2
271	21 40 35,7	-44 51 49	354,885	-48,256	126	75,7	4,4	0,32	143	21,7	0,60	2	2
272	21 40 38,1	-42 28 49	358,445	-48,563	27	10,7	4,8	0,53	166	19,7	0,36	2	2
273	21 40 56,7	-44 14 03	355,808	-48,408	107	54,9	9,8	0,71	110	19,2	0,29	4	2
274	21 41 00,3	-43 19 25	357,168	-48,536	132	61,5	17,4	0,56	135	19,6	0,33	7	4
275	21 41 02,5	-45 28 19	353,964	-48,238	21	6,6	25,6	0,79	158	17,8	0,19	3	3
276	21 41 05,4	-42 25 40	358,511	-48,653	38	12,6	3,1	0,60	109	21,7	0,55	3	2
277	21 41 19,4	-42 26 37	358,480	-48,694	50	30,4	1,7	0,73	55	22,4	0,69	2	2
278	21 41 28,6	-46 04 54	353,042	-48,211	103	72,0	4,1	0,53	55	21,4	0,55	3	2
279	21 41 57,8	-45 17 45	354,186	-48,427	94	38,6	47,6	0,46	28	17,3	0,15	5	3
280	21 42 06,2	-44 56 36	354,705	-48,507	128	66,6	15,1	0,44	125	18,9	0,26	8	4
281	21 42 15,0	-44 00 50	356,089	-48,670	56	22,0	26,2	0,43	145	18,3	0,20	3	2
282	21 42 15,5	-45 13 18	354,283	-48,490	39	20,8	1,1	0,43	144	22,2	0,65	2	1
283	21 42 18,5	-43 51 31	356,319	-48,701	24	9,3	4,2	0,84	128	20,1	0,40	2	2
284	21 42 20,6	-46 25 52	352,486	-48,294	123	65,6	10,8	0,41	21	20,1	0,38	4	4

Anhang

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^\circ$	$b^{\text{II}} / ^\circ$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^\circ$	$r_{F, 10}$	z_{est}	S_1	S_2
285	21 42 40,9	-43 18 19	357,138	-48,842	72	45,3	5,3	0,53	168	20,2	0,41	2	2
286	21 42 58,9	-45 37 44	353,645	-48,547	70	31,2	2,4	0,80	52	21,6	0,58	4	2
287	21 43 01,1	-46 10 40	352,828	-48,456	94	36,3	40,4	0,49	38	18,3	0,21	6	3
288	21 43 03,1	-45 18 30	354,119	-48,613	132	87,3	4,9	0,37	31	21,5	0,59	5	3
289	21 43 14,7	-42 56 51	357,659	-48,987	282	143,8	22,5	0,47	29	19,4	0,31	6	4
290	21 43 17,8	-46 40 51	352,070	-48,408	31	15,2	7,4	0,49	47	19,5	0,32	3	3
291	21 43 22,1	-44 20 36	355,551	-48,821	32	14,9	9,5	0,55	140	20,0	0,38	2	2
292	21 43 23,5	-42 30 50	358,311	-49,065	41	14,5	13,4	0,79	26	18,4	0,24	4	3
293	21 43 24,0	-44 40 11	355,059	-48,777	55	29,4	14,6	0,90	100	19,0	0,27	4	4
294	21 43 28,5	-43 17 54	357,120	-48,986	135	69,3	12,9	0,66	59	19,4	0,31	7	4
295	21 43 41,5	-45 15 14	354,172	-48,734	70	40,1	2,2	0,49	123	21,6	0,59	4	2
296	21 43 43,6	-45 33 10	353,724	-48,688	204	135,3	11,6	0,81	60	20,0	0,38	9	4

Bemerkungen zu Tabelle E.1:

- DPCS 013: entspricht ABELL 3754.
- DPCS 016: entspricht ABELL 3755 und APM 647, $z_{meas} = 0,140$ (vgl. Kapitel 6.3).
- DPCS 020: entspricht ABELL 3756 und APM 644, $z_{meas} = 0,076$ [16].
- DPCS 044: entspricht ABELL S0928 und APM 651, $z_{meas} = 0,066$ [16].
- DPCS 049: entspricht ABELL 3757 und APM 653, $z_{meas} = 0,097$ [16].
- DPCS 054: $z_{meas} = 0,531$ (vgl. Kapitel 6.3).
- DPCS 070: entspricht ABELL S0933 und APM 657, $z_{meas} = 0,099$ [16].
- DPCS 077: entspricht ABELL S0939 und APM 658.
- DPCS 112: entspricht APM 661.
- DPCS 183: entspricht APM 669.
- DPCS 195: entspricht ABELL 3774 und APM 672, $z_{meas} = 0,182$ [16].
- DPCS 196: entspricht ABELL 3775 und APM 673, $z_{meas} = 0,105$ [16].
- DPCS 215: entspricht AM 2130–430.
- DPCS 217: entspricht ABELL 3783 und AM 2130–425, $z_{meas} = 0,1995$ [2].
- DPCS 221: entspricht APM 682.
- DPCS 245: entspricht ABELL S0959.
- DPCS 246: entspricht ABELL 3791.
- DPCS 248: entspricht ABELL 3792.
- DPCS 263: entspricht ABELL 3798 und APM 694.

Tab. E.2: Erganzender Galaxienhaufenkatalog der Kandidaten
geringerer Signifikanz.

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^\circ$	$b^{\text{II}} / ^\circ$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^\circ$	$r_{F,10}$	z_{est}	S_1	S_2
S001	21 14 41,6	-45 52 32	354,184	-43,622	34	17,3	1,0	0,79	9	22,4	0,70	1	1
S002	21 14 45,5	-46 18 43	353,581	-43,598	16	5,0	2,2	0,67	139	22,8	0,63	1	1
S003	21 14 54,3	-45 44 43	354,359	-43,669	16	5,4	2,6	0,31	85	20,8	0,48	1	1
S004	21 15 01,8	-44 13 07	356,466	-43,789	17	4,3	2,6	0,40	94	21,8	0,53	1	1
S005	21 15 13,6	-43 50 19	356,989	-43,842	53	35,3	4,3	0,72	171	20,7	0,49	1	1
S006	21 15 27,3	-47 18 21	352,199	-43,622	13	3,4	13,1	0,30	142	19,0	0,27	1	1
S007	21 15 29,8	-42 44 48	358,501	-43,932	16	6,3	2,4	0,56	104	20,2	0,43	1	1
S008	21 15 40,4	-43 57 56	356,808	-43,916	54	37,0	2,2	0,40	82	22,2	0,67	1	1
S009	21 15 44,6	-43 35 46	357,319	-43,947	27	12,6	1,5	0,29	163	21,3	0,56	1	1
S010	21 15 50,3	-44 57 45	355,424	-43,889	117	84,1	4,6	0,72	109	21,2	0,54	1	1
S011	21 15 59,0	-43 11 07	357,887	-44,006	34	17,9	1,1	0,67	108	22,3	0,67	1	1
S012	21 16 04,8	-44 13 06	356,452	-43,976	13	5,5	2,2	0,37	139	20,6	0,47	1	1
S013	21 16 31,2	-45 07 51	355,179	-43,997	33	20,0	1,1	0,49	141	22,4	*	1	1
S014	21 16 38,6	-44 46 42	355,666	-44,043	11	7,1	2,6	0,48	158	20,8	0,53	1	1
S015	21 16 41,1	-42 48 13	358,412	-44,148	55	35,5	4,3	0,53	29	20,6	0,47	1	1
S016	21 16 41,9	-45 06 30	355,208	-44,030	60	42,4	4,9	0,44	19	21,1	0,51	1	1
S017	21 16 58,0	-45 12 42	355,060	-44,069	18	6,6	2,8	0,31	112	20,2	0,40	1	1
S018	21 17 15,3	-45 47 10	354,257	-44,074	90	60,8	8,2	0,46	152	20,5	0,45	1	1
S019	21 17 32,8	-43 51 08	356,941	-44,259	59	41,2	2,4	0,56	14	21,8	0,60	1	1
S020	21 17 33,5	-42 27 59	358,876	-44,320	98	61,2	8,2	0,51	105	20,4	0,44	1	1
S021	21 17 33,9	-43 17 13	357,730	-44,290	13	4,9	2,2	0,46	27	20,8	0,50	1	1
S022	21 17 37,2	-44 43 54	355,715	-44,219	19	6,9	2,8	0,63	142	20,1	0,38	1	1
S023	21 17 37,9	-44 10 44	356,485	-44,256	20	5,7	2,6	0,62	76	20,7	0,45	1	1
S024	21 17 42,8	-43 39 31	357,209	-44,300	43	18,8	1,1	0,46	62	22,4	0,67	1	1
S025	21 17 51,7	-43 09 08	357,915	-44,350	10	1,1	4,3	0,38	38	18,7	0,25	1	1
S026	21 17 51,9	-43 34 12	357,331	-44,331	27	13,6	1,5	0,46	9	21,6	0,58	1	1
S027	21 18 01,8	-42 27 49	358,876	-44,406	13	2,7	2,2	0,35	128	21,7	0,61	1	1
S028	21 18 08,1	-44 41 10	355,770	-44,313	42	18,3	2,2	0,72	69	20,6	0,48	1	1
S029	21 18 08,4	-43 01 58	358,079	-44,406	32	14,5	1,7	0,39	26	20,6	0,47	1	1
S030	21 18 19,5	-45 43 53	354,310	-44,264	10	4,7	2,2	0,66	20	20,7	0,52	1	1
S031	21 18 21,0	-42 29 30	358,834	-44,464	42	18,8	1,1	0,56	43	22,1	0,67	1	1
S032	21 18 40,4	-45 34 57	354,510	-44,338	26	6,9	3,3	0,53	114	20,1	0,39	1	1
S033	21 18 52,7	-44 26 38	356,095	-44,462	54	40,8	2,2	0,51	71	22,1	0,66	1	1
S034	21 19 00,3	-43 36 53	357,254	-44,535	15	5,7	2,6	0,55	29	20,8	0,49	1	1
S035	21 19 05,9	-43 32 15	357,360	-44,556	29	14,5	1,7	0,37	33	21,2	0,55	1	1
S036	21 19 09,2	-42 56 15	358,201	-44,594	31	17,1	1,0	0,56	66	22,3	0,70	1	1
S037	21 19 16,4	-42 40 27	358,570	-44,628	66	35,9	1,9	0,45	148	22,0	0,64	1	1
S038	21 19 47,4	-42 26 42	358,887	-44,731	40	18,8	1,1	0,69	30	22,6	0,73	1	1

Anhang

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^\circ$	$b^{\text{II}} / ^\circ$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^\circ$	$r_{F,10}$	z_{est}	S_1	S_2
S039	21 19 53,8	-46 28 47	353,231	-44,464	34	16,0	2,1	0,54	87	21,0	0,50	1	1
S040	21 20 02,0	-43 10 57	357,847	-44,745	39	15,0	1,9	0,62	83	21,2	0,53	1	1
S041	21 20 03,4	-44 14 36	356,356	-44,686	18	3,4	2,6	0,63	148	20,8	0,50	1	1
S042	21 20 14,9	-45 54 39	354,017	-44,581	26	11,3	4,9	0,47	6	19,3	0,33	1	1
S043	21 20 18,8	-46 12 16	353,605	-44,564	44	19,5	1,1	0,41	169	22,3	0,70	1	1
S044	21 20 19,4	-46 44 36	352,853	-44,508	48	28,1	1,5	0,64	153	22,2	0,65	1	1
S045	21 20 20,3	-44 08 29	356,494	-44,743	71	56,3	3,0	0,32	138	21,5	0,57	1	1
S046	21 20 53,7	-44 29 49	355,985	-44,817	43	18,2	2,3	0,48	81	21,0	0,50	1	1
S047	21 21 01,6	-42 37 54	358,611	-44,951	91	61,0	3,9	0,43	86	21,3	0,54	1	1
S048	21 21 05,4	-43 07 44	357,908	-44,940	84	57,6	7,2	0,43	84	20,0	0,38	1	1
S049	21 21 14,8	-42 35 23	358,667	-44,994	27	9,3	1,7	0,54	14	22,2	0,65	1	1
S050	21 21 21,1	-45 41 19	354,302	-44,795	111	74,2	9,2	0,32	42	20,1	0,38	1	1
S051	21 21 32,6	-45 59 36	353,870	-44,798	26	12,3	1,5	0,59	71	21,7	0,61	1	1
S052	21 21 37,1	-47 15 57	352,088	-44,666	98	70,0	3,9	0,51	18	21,6	0,58	1	1
S053	21 21 43,3	-44 46 34	355,576	-44,942	29	12,0	1,5	0,55	77	22,0	0,62	1	1
S054	21 21 51,8	-43 03 53	357,988	-45,083	20	4,9	2,2	0,44	96	20,4	0,42	1	1
S055	21 22 09,9	-43 10 00	357,840	-45,133	37	13,3	7,2	0,28	128	20,2	0,39	1	1
S056	21 22 16,8	-43 18 50	357,630	-45,146	41	19,1	1,0	0,60	147	22,5	0,71	1	1
S057	21 22 18,6	-45 54 07	353,978	-44,939	70	50,8	3,0	0,77	55	22,1	0,65	1	1
S058	21 22 26,1	-44 39 36	355,724	-45,077	42	23,3	1,3	0,36	3	22,1	0,68	1	1
S059	21 22 38,0	-44 32 56	355,877	-45,122	31	27,6	1,5	0,66	5	21,4	0,62	1	1
S060	21 22 57,5	-46 02 24	353,767	-45,037	32	12,6	1,9	0,29	73	21,3	0,53	1	1
S061	21 23 13,9	-45 23 55	354,664	-45,151	19	5,1	2,6	0,43	98	20,4	0,40	1	1
S062	21 23 22,9	-45 48 28	354,083	-45,135	35	17,6	1,0	0,74	163	22,7	0,70	1	1
S063	21 23 34,5	-44 43 34	355,606	-45,274	11	1,1	4,6	0,55	23	18,9	0,26	1	1
S064	21 23 59,0	-47 14 16	352,054	-45,067	24	9,5	4,3	0,38	119	20,1	0,37	1	1
S065	21 24 27,9	-44 01 16	356,588	-45,491	31	12,9	1,5	0,54	122	21,5	0,56	1	1
S066	21 24 29,1	-45 43 29	354,171	-45,335	29	13,1	1,5	0,56	155	21,6	0,57	1	1
S067	21 24 30,8	-47 20 39	351,888	-45,142	26	12,7	1,7	0,64	133	20,8	0,50	1	1
S068	21 24 39,5	-43 27 04	357,396	-45,568	36	16,9	2,1	0,73	73	20,8	0,48	1	1
S069	21 24 43,0	-45 57 19	353,839	-45,350	20	12,8	1,5	0,78	58	21,9	0,63	1	1
S070	21 24 47,7	-43 08 29	357,835	-45,613	78	49,9	2,8	0,40	25	22,0	0,65	1	1
S071	21 25 02,0	-46 24 50	353,181	-45,350	35	17,4	1,0	0,44	97	22,3	0,70	1	1
S072	21 25 15,0	-46 27 39	353,109	-45,382	22	8,3	4,6	0,43	85	20,4	0,43	1	1
S073	21 25 27,5	-44 51 41	355,371	-45,594	63	39,6	4,6	0,45	96	20,9	0,50	1	1
S074	21 25 51,3	-46 29 48	353,039	-45,480	15	5,3	2,6	0,33	163	20,7	0,46	1	1
S075	21 26 01,3	-44 30 13	355,867	-45,727	40	18,1	2,2	0,33	75	21,4	0,56	1	1
S076	21 26 06,9	-43 14 02	357,680	-45,848	22	10,1	4,3	0,56	24	20,0	0,38	1	1
S077	21 26 22,7	-45 01 22	355,118	-45,739	10	5,0	2,4	0,54	161	21,5	0,58	1	1
S078	21 26 38,5	-43 29 09	357,309	-45,925	27	12,2	1,5	0,38	174	21,1	0,54	1	1
S079	21 26 38,6	-47 06 07	352,158	-45,533	20	10,1	4,9	0,44	7	20,6	0,47	1	1

E Galaxienhaufenkataloge

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^\circ$	$b^{\text{II}} / ^\circ$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^\circ$	$r_{F,10}$	z_{est}	S_1	S_2
S080	21 26 44,5	-45 27 21	354,490	-45,758	57	34,4	3,9	0,70	60	21,0	0,52	1	1
S081	21 27 02,1	-46 14 07	353,373	-45,716	20	6,2	4,6	0,42	105	20,9	0,47	1	1
S082	21 27 21,3	-45 00 30	355,112	-45,913	89	62,1	3,9	0,64	122	21,4	0,58	1	1
S083	21 27 56,7	-47 01 52	352,213	-45,762	33	17,3	1,0	0,56	17	22,4	0,70	1	1
S084	21 28 18,3	-43 18 39	357,526	-46,239	35	21,3	1,1	0,49	116	21,6	0,61	1	1
S085	21 28 37,5	-45 36 41	354,214	-46,067	48	24,3	12,1	0,37	142	19,5	0,32	1	1
S086	21 28 37,8	-43 25 54	357,345	-46,289	31	11,6	2,2	0,46	50	21,9	0,60	1	1
S087	21 28 45,4	-45 07 50	354,899	-46,146	46	24,7	3,9	0,51	179	20,8	0,45	1	1
S088	21 29 34,0	-43 41 29	356,949	-46,435	16	5,7	3,0	0,27	70	20,1	0,40	1	1
S089	21 29 38,1	-47 12 30	351,900	-46,020	43	22,6	1,5	0,57	25	22,2	0,64	1	1
S090	21 29 46,2	-46 46 33	352,512	-46,108	16	5,3	2,4	0,68	134	20,0	0,40	1	1
S091	21 29 48,0	-43 45 16	356,853	-46,471	26	8,0	1,7	0,54	91	21,7	0,61	1	1
S092	21 29 50,1	-44 13 12	356,179	-46,433	24	8,6	1,7	0,44	153	21,6	0,61	1	1
S093	21 29 53,1	-46 43 46	352,574	-46,134	18	7,2	24,6	0,46	67	18,6	0,23	1	1
S094	21 30 01,0	-46 30 05	352,895	-46,189	15	6,4	3,3	0,35	100	20,7	0,48	1	1
S095	21 30 22,3	-47 15 40	351,797	-46,137	30	14,7	1,7	0,34	171	22,0	0,60	1	1
S096	21 30 22,8	-44 44 34	355,410	-46,474	29	11,5	6,2	0,56	11	19,9	0,37	1	1
S097	21 30 46,6	-44 35 35	355,615	-46,561	50	25,5	1,5	0,58	119	21,5	0,61	1	1
S098	21 30 47,4	-47 11 24	351,882	-46,218	41	19,3	1,1	0,50	152	22,5	0,64	1	1
S099	21 30 47,6	-42 36 36	358,491	-46,746	53	36,6	4,6	0,57	16	20,1	0,40	1	1
S100	21 31 06,6	-44 20 04	355,979	-46,648	91	57,7	7,2	0,45	78	20,0	0,39	1	1
S101	21 31 09,1	-46 15 00	353,215	-46,418	80	44,6	2,4	0,46	161	22,1	0,64	1	1
S102	21 31 17,0	-46 00 55	353,548	-46,474	110	71,5	3,9	0,79	90	20,8	0,50	1	1
S103	21 31 23,3	-44 30 44	355,714	-46,679	94	67,7	3,9	0,29	103	21,6	0,59	1	1
S104	21 31 25,9	-44 37 27	355,551	-46,674	30	13,0	1,0	0,51	145	22,5	0,72	1	1
S105	21 31 28,0	-46 22 22	353,027	-46,454	32	11,7	1,9	0,31	99	22,1	0,60	1	1
S106	21 31 33,8	-44 14 47	356,094	-46,738	96	72,7	3,9	0,73	147	21,3	0,55	1	1
S107	21 31 36,1	-45 39 08	354,060	-46,578	22	8,3	4,3	0,41	32	20,1	0,39	1	1
S108	21 31 41,2	-46 30 34	352,823	-46,473	54	40,8	2,2	0,44	113	22,2	0,69	1	1
S109	21 31 42,9	-47 00 38	352,103	-46,401	15	3,4	2,2	0,36	171	21,4	0,58	1	1
S110	21 31 48,9	-46 54 17	352,251	-46,434	29	13,5	1,7	0,51	166	21,6	0,54	1	1
S111	21 32 06,6	-45 06 24	354,831	-46,736	61	32,7	17,1	0,32	137	17,7	0,18	1	1
S112	21 32 26,5	-44 35 59	355,556	-46,855	14	1,2	5,6	0,50	33	18,6	0,24	1	1
S113	21 32 40,0	-46 50 43	352,303	-46,587	50	26,7	1,5	0,34	4	21,6	0,58	1	1
S114	21 32 55,3	-45 26 24	354,322	-46,835	32	12,1	2,1	0,26	156	21,7	0,58	1	1
S115	21 32 56,1	-44 37 37	355,501	-46,939	62	39,7	2,2	0,57	105	21,5	0,57	1	1
S116	21 32 56,2	-42 38 27	358,402	-47,137	35	17,6	1,0	0,46	4	22,4	0,69	1	1
S117	21 33 07,6	-46 21 00	352,999	-46,741	27	10,9	1,5	0,67	147	21,1	0,53	1	1
S118	21 33 10,7	-46 25 52	352,880	-46,738	23	6,6	28,7	0,57	85	18,2	0,21	1	1
S119	21 33 26,0	-46 03 56	353,398	-46,836	41	19,2	1,1	0,33	81	21,2	0,56	1	1
S120	21 33 30,6	-43 02 17	357,806	-47,207	30	12,4	1,5	0,66	154	20,9	0,54	1	1

Anhang

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^\circ$	$b^{\text{II}} / ^\circ$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^\circ$	$r_{F, 10}$	z_{est}	S_1	S_2
S121	21 33 35,6	-44 06 42	356,233	-47,115	48	30,0	4,6	0,62	74	21,4	0,55	1	1
S122	21 33 52,3	-47 10 49	351,773	-46,736	52	27,1	1,5	0,48	110	22,2	0,63	1	1
S123	21 33 53,4	-47 18 36	351,586	-46,717	38	29,0	1,7	0,29	78	22,1	0,69	1	1
S124	21 33 59,1	-45 25 01	354,318	-47,023	42	28,2	1,5	0,68	82	22,1	0,71	1	1
S125	21 34 09,6	-46 17 16	353,049	-46,927	26	11,5	1,5	0,53	144	22,0	0,63	1	1
S126	21 34 18,2	-47 24 21	351,430	-46,769	28	11,7	6,2	0,50	150	19,9	0,37	1	1
S127	21 34 29,3	-43 06 32	357,678	-47,379	65	46,2	5,6	0,70	138	20,3	0,42	1	1
S128	21 34 41,3	-46 06 23	353,291	-47,046	13	4,6	2,2	0,31	39	20,8	0,49	1	1
S129	21 34 45,6	-42 47 39	358,134	-47,457	30	15,2	1,8	0,41	153	20,6	0,48	1	1
S130	21 34 50,0	-44 30 10	355,623	-47,289	71	54,0	6,7	0,33	131	20,5	0,45	1	1
S131	21 35 17,2	-42 56 47	357,896	-47,540	72	50,8	6,2	0,79	105	20,0	0,39	1	1
S132	21 35 23,0	-45 50 58	353,638	-47,203	33	17,4	1,0	0,71	78	22,7	0,73	1	1
S133	21 35 38,1	-45 03 27	354,785	-47,359	63	34,3	4,9	0,31	122	21,1	0,51	1	1
S134	21 35 44,7	-42 39 52	358,301	-47,649	21	6,9	3,3	0,47	75	19,2	0,31	1	1
S135	21 35 45,6	-42 36 24	358,386	-47,657	30	13,2	1,5	0,36	80	21,6	0,62	1	1
S136	21 35 46,0	-45 06 35	354,703	-47,375	16	5,0	2,6	0,71	139	20,5	0,44	1	1
S137	21 35 50,6	-46 52 35	352,129	-47,118	67	38,0	2,2	0,27	168	22,0	0,63	1	1
S138	21 36 09,8	-42 49 01	358,065	-47,712	42	27,7	1,5	0,55	89	22,6	0,70	1	1
S139	21 36 31,6	-44 48 55	355,108	-47,548	25	8,5	4,6	0,41	118	19,8	0,35	1	1
S140	21 36 54,6	-42 40 59	358,245	-47,861	29	14,3	1,8	0,83	128	21,6	0,59	1	1
S141	21 37 17,3	-43 54 09	356,427	-47,799	13	4,3	2,2	0,62	153	20,6	0,51	1	1
S142	21 37 19,8	-45 16 11	354,412	-47,625	35	17,1	1,0	0,63	18	22,8	0,67	1	1
S143	21 37 33,5	-42 23 31	358,660	-48,007	16	8,4	3,9	0,30	156	20,4	0,43	1	1
S144	21 37 33,7	-47 05 59	351,729	-47,368	25	12,0	1,7	0,54	44	21,7	0,62	1	1
S145	21 37 45,3	-44 15 09	355,895	-47,839	22	9,7	4,9	0,35	117	20,5	0,41	1	1
S146	21 38 06,4	-45 24 54	354,168	-47,739	45	37,6	6,2	0,37	87	20,7	0,47	1	1
S147	21 38 28,0	-45 01 26	354,730	-47,859	31	14,2	1,8	0,37	34	21,4	0,56	1	1
S148	21 38 32,9	-43 11 18	357,447	-48,108	17	4,8	2,2	0,35	151	20,3	0,42	1	1
S149	21 38 33,6	-42 24 24	358,613	-48,189	19	3,3	2,2	0,66	1	22,1	*	1	1
S150	21 38 35,2	-43 53 31	356,401	-48,033	18	5,8	2,4	0,29	175	20,3	0,40	1	1
S151	21 38 39,9	-46 21 25	352,763	-47,684	37	18,1	2,4	0,66	45	20,9	0,50	1	1
S152	21 38 46,2	-44 30 43	355,475	-47,985	34	15,9	2,1	0,31	59	20,9	0,51	1	1
S153	21 38 49,9	-47 09 39	351,582	-47,569	26	11,3	1,7	0,56	32	21,8	0,58	1	1
S154	21 39 00,8	-46 49 25	352,065	-47,661	57	34,3	1,9	0,51	13	21,5	0,60	1	1
S155	21 39 14,9	-46 54 01	351,943	-47,687	33	17,7	1,0	0,34	176	23,0	0,70	1	1
S156	21 39 24,5	-43 35 31	356,819	-48,216	15	5,5	2,4	0,50	104	20,2	0,43	1	1
S157	21 39 38,6	-47 11 47	351,492	-47,698	46	27,1	1,5	0,39	116	22,7	0,72	1	1
S158	21 39 40,3	-45 03 58	354,621	-48,064	96	59,4	7,7	0,36	167	20,0	0,39	1	1
S159	21 39 43,5	-43 34 41	356,830	-48,275	18	8,3	3,9	0,35	108	20,3	0,43	1	1
S160	21 40 17,1	-45 05 10	354,567	-48,168	68	43,1	22,1	0,45	64	18,9	0,26	1	1
S161	21 40 25,9	-44 10 52	355,906	-48,324	56	36,2	2,1	0,49	170	21,0	0,51	1	1

E Galaxienhaufenkataloge

Nr.	α_{2000}	δ_{2000}	$l^{\text{II}} / ^\circ$	$b^{\text{II}} / ^\circ$	N_{gal}	N_{bg}	A / \square'	b/a	$\theta / ^\circ$	$r_{F,10}$	z_{est}	S_1	S_2
S162	21 40 41,4	-43 44 37	356,550	-48,427	26	13,3	1,7	0,28	125	21,3	0,55	1	1
S163	21 40 42,5	-47 03 14	351,649	-47,902	17	4,5	16,1	0,54	143	18,1	0,19	1	1
S164	21 40 57,3	-44 36 36	355,248	-48,356	22	7,4	28,7	0,36	70	18,1	0,20	1	1
S165	21 40 59,0	-42 46 34	357,990	-48,595	22	13,1	1,5	0,28	38	21,5	0,61	1	1
S166	21 40 59,3	-43 47 08	356,476	-48,476	16	5,3	2,6	0,31	32	20,4	0,42	1	1
S167	21 41 00,2	-42 50 17	357,897	-48,593	48	30,0	1,5	0,55	130	22,3	0,70	1	1
S168	21 41 03,8	-42 18 37	358,689	-48,659	62	38,4	18,1	0,54	168	19,2	0,29	1	1
S169	21 41 23,9	-44 43 31	355,059	-48,417	25	13,7	2,4	0,43	80	21,7	0,62	1	1
S170	21 41 24,9	-43 54 19	356,282	-48,536	38	27,7	1,5	0,46	138	22,3	0,67	1	1
S171	21 41 27,4	-44 31 44	355,349	-48,456	17	5,9	2,8	0,27	127	20,4	0,44	1	1
S172	21 41 37,4	-45 03 48	354,546	-48,404	9	4,4	2,4	0,65	72	*	*	1	1
S173	21 41 39,6	-44 21 25	355,597	-48,517	17	7,6	24,6	0,90	34	18,3	0,22	1	1
S174	21 41 40,7	-46 41 05	352,144	-48,135	18	11,7	1,5	0,31	103	21,9	0,62	1	1
S175	21 41 45,5	-47 14 57	351,311	-48,039	12	2,7	2,2	0,36	50	22,1	*	1	1
S176	21 41 45,8	-42 46 04	357,979	-48,739	37	18,4	1,0	0,44	73	21,5	0,63	1	1
S177	21 41 56,6	-43 55 44	356,228	-48,627	108	81,1	4,6	0,44	44	20,9	0,50	1	1
S178	21 42 01,5	-43 30 37	356,853	-48,697	19	9,3	3,9	0,73	141	20,3	0,42	1	1
S179	21 42 06,5	-43 39 04	356,638	-48,694	21	6,5	3,0	0,52	10	19,9	0,37	1	1
S180	21 42 12,6	-46 11 18	352,851	-48,316	30	14,3	1,8	0,69	119	21,2	0,53	1	1
S181	21 42 20,8	-43 15 54	357,211	-48,786	55	36,4	16,1	0,53	114	19,4	0,33	1	1
S182	21 42 28,1	-42 29 05	358,384	-48,899	28	13,5	1,5	0,63	130	22,0	0,60	1	1
S183	21 42 40,5	-45 25 15	353,969	-48,530	83	48,2	2,8	0,43	174	21,2	0,53	1	1
S184	21 42 41,0	-44 57 45	354,651	-48,606	52	26,5	15,1	0,43	151	19,8	0,34	1	1
S185	21 42 56,3	-44 21 59	355,533	-48,742	64	43,8	5,6	0,34	121	20,8	0,49	1	1
S186	21 43 10,2	-46 51 35	351,812	-48,352	17	5,5	2,6	0,48	114	20,4	0,44	1	1
S187	21 43 37,0	-43 55 45	356,164	-48,925	60	41,0	2,2	0,30	174	21,7	0,62	1	1

Bemerkung zu Tabelle E.2:

DPCS S173: entspricht ABELL 3800 und APM 696, $z_{meas} = 0,099$ [16].

Literaturverzeichnis

*Die Wissenschaft, sie ist und bleibt,
was einer ab vom andern schreibt;
und trotzdem ist ganz unbestritten
sie immer weiter fortgeschritten.*

Eugen Roth, Tierleben

- 1 G. O. ABELL: *The distribution of rich clusters of galaxies*, ApJS **3**, 211 (1958).
- 2 G. O. ABELL, H. G. CORWIN JR., R. P. OLOWIN: *A catalog of rich clusters of galaxies*, ApJS **70**, 1 (1989).
- 3 J. R. ALLINGTON-SMITH, R. S. ELLIS, E. L. ZIRBEL, A. OEMLER, JR.: *The evolution of galaxies in radio-selected groups*, ApJ **404**, 521 (1993).
- 4 H. C. ARP, B. F. MADORE: *A catalogue of southern peculiar galaxies and associations, Volume I. Positions and descriptions*, Cambridge University Press, Cambridge 1987.
- 5 J. N. BAHCALL: *Star counts and Galactic structure*, Annu. Rev. Astron. Astrophys. **24**, 557 (1986) und <http://www.sns.ias.edu/~jnb/Html/galaxy.html> (1995).
- 6 N. A. BAHCALL: *Clusters of galaxies*, Annu. Rev. Astron. Astrophys. **15**, 505 (1977).
- 7 N. A. BAHCALL: *Large-scale structure in the universe indicated by galaxy clusters*, Annu. Rev. Astron. Astrophys. **26**, 631 (1988).
- 8 P. BELLONI, G. BRUZUAL, G. J. THIMM, H.-J. RÖSER: *Detectability and incidence of E+A galaxies in the distant cluster Cl 0939+472 ($z = 0.41$)*, A&A **297**, 61 (1995).
- 9 P. BELLONI, H.-J. RÖSER: *Galaxy population in the distant galaxy clusters. I. Cl 0939+472 ($z = 0.41$) and Cl 0016+161 ($z = 0.54$)*, A&AS **118**, 65 (1996).
- 10 H. BUTCHER, A. OEMLER, JR.: *The evolution of galaxies in clusters. I. ISIT photometry of Cl 0024+1654 and 3C 295*, ApJ **219**, 18 (1978).
- 11 H. BUTCHER, A. OEMLER JR.: *The evolution of galaxies in clusters. V. A study of populations since $z \sim 0.5$* , ApJ **285**, 426 (1984).

- 12 M. COLLESS, R. S. ELLIS, K. TAYLOR, R. N. HOOK: *The LDSS deep redshift survey*, MNRAS **244**, 408 (1990).
- 13 W. J. COUCH, J. S. JURCEVIC, B. J. BOYLE: *Evolution of galaxy clustering: new data on the angular correlation function of galaxies*, MNRAS **260**, 241 (1993).
- 14 W. J. COUCH, R. M. SHARPLES: *A spectroscopic study of three rich clusters at $z = 0.31$* , MNRAS **229**, 423 (1987).
- 15 J. J. DALCANTON: *A proposal for finding clusters of galaxies at $z \geq 1$* , ApJ **466**, 92 (1996).
- 16 G. B. DALTON, S. J. MADDOX, W. J. SUTHERLAND, G. EFSTATHIOU: *The APM galaxy survey - V. Catalogues of galaxy clusters*, MNRAS **289**, 263 (1997).
- 17 S. DE GRANDI, H. BÖHRINGER, L. GUZZO, S. MOLENDI, G. CHINCARINI, et al.: *A flux-limited sample of bright clusters of galaxies from the southern part of the ROSAT All-Sky Survey: The catalog and log N-log S*, ApJ **514**, 148 (1999).
- 18 V. DE LAPPARENT, M. J. GELLER, J. P. HUCHRA: *Measures of large-scale structure in the CfA redshift survey slices*, ApJ **369**, 273 (1991).
- 19 A. DRESSLER, J. E. GUNN: *Spectroscopy of galaxies in clusters. I. First results for 3C 295 and 0024+1654*, ApJ **263**, 533 (1982).
- 20 A. DRESSLER, J. E. GUNN: *Spectroscopy of galaxies in clusters. II. The population of the 3C 295 cluster*, ApJ **270**, 7 (1983).
- 21 A. DRESSLER, J. E. GUNN: *Spectroscopy of galaxies in clusters. IV. A catalog of photometry and spectroscopy for galaxies in seven clusters with $0.35 < z < 0.55$* , ApJS **78**, 1 (1992).
- 22 A. DRESSLER, A. OEMLER, JR., H. R. BUTCHER, J. E. GUNN: *The morphology of distant cluster galaxies. I. HST observations of Cl 0939+4713*, ApJ **430**, 107 (1994).
- 23 H. EBELING, A. C. EDGE, H. BÖHRINGER, S. W. ALLEN, C. S. CRAWFORD, et al.: *The ROSAT brightest cluster sample - I. The compilation of the sample and the cluster log N-log S distribution*, MNRAS **301**, 881 (1998).
- 24 A. S. EDDINGTON: *On a formula for correcting statistics for the effect of a known probable error of observation*, MNRAS **73**, 359 (1913).
- 25 R. S. ELLIS, M. COLLESS, T. BROADHURST, J. HEYL, K. GLAZEBROOK: *Autofib redshift survey - I. Evolution of the galaxy luminosity function*, MNRAS **280**, 235 (1996).

-
- 26 European Southern Observatory: *ESO-MIDAS user guide, Volume B: Data reduction*, MIDAS Release 95NOV, Kapitel 4, ESO, München (1995).
 - 27 I. M. GIOIA, G. A. LUPPINO: *The EMSS catalog of X-ray-selected clusters of galaxies: I. An atlas of CCD images of 41 distant clusters*, *ApJS* **94**, 583 (1994).
 - 28 I. M. GIOIA, T. MACCACARO, R. E. SCHILD, A. WOLTER, J. T. STOCKE, et al.: *The Einstein Observatory extended Medium-Sensitivity Survey. I. X-ray data and analysis*, *ApJS* **72**, 567 (1990).
 - 29 C. A. GULLIXSON, P. C. BEOSHAAR, J. A. TYSON, P. SEITZER: *The B_JRI photometric system*, *ApJS* **99**, 281 (1995).
 - 30 J. E. GUNN, J. G. HOESSEL, J. B. OKE: *A systematic survey for distant galaxy clusters*, *ApJ* **306**, 30 (1986).
 - 31 J. E. GUNN, L. L. STRYKER: *Stellar spectrophotometric atlas, wavelength from 3130 to 10800 Å*, *ApJS* **52**, 121 (1983).
 - 32 A. J. S. HAMILTON: *Toward better ways to measure the galaxy correlation function*, *ApJ* **417**, 19 (1993).
 - 33 M. R. S. HAWKINS: *Variable extragalactic objects – Identification and analysis of a complete sample to B = 21*, *MNRAS* **202**, 571 (1983).
 - 34 M. R. S. HAWKINS, persönliche Mitteilung (1995).
 - 35 M. R. S. HAWKINS, C. DUCOUVANT, H. R. A. JONES, M. RAPAPORT: *A new population of brown dwarfs*, *MNRAS* **294**, 505 (1998).
 - 36 P. C. HEWETT: *The estimation of galaxy angular correlation functions*, *MNRAS* **201**, 867 (1982).
 - 37 L. INFANTE, C. J. PRITCHET: *The clustering properties of faint galaxies*, *ApJ* **439**, 565 (1995).
 - 38 J. F. JARVIS, J. A. TYSON: *FOCAS: Faint object classification and analysis system*, *AJ* **86**, 476 (1981).
 - 39 H. L. JOHNSON: *Astronomical measurements in the infrared*, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* **4**, 193 (1966).
 - 40 H. L. JOHNSON, W. W. MORGAN: *On the color-magnitude diagram of the pleiades*, *ApJ* **104**, 522 (1951).

- 41 G. KAUFFMANN: *Hierarchical clustering and the Butcher-Oemler effect*, MNRAS **274**, 153 (1995).
- 42 G. KAUFFMANN: *The observed properties of high-redshift cluster galaxies*, MNRAS **274**, 161 (1995).
- 43 R. KAYSER, P. HELBIG, T. SCHRAMM: *A general and practical method for calculating cosmological distances*, A&A **318**, 680 (1997).
- 44 J. KEPNER, X. FAN, N. BAHCALL, J. GUNN, R. LUPTON, G. XU: *An automated cluster finder: The Adaptive Matched Filter*, ApJ **517**, 78 (1999).
- 45 J. KEPNER, persönliche Mitteilung (1999).
- 46 A. L. KINNEY, D. CALZETTI, R. C. BOHLIN, K. MCQUADE, T. STORCHI-BERGMANN, H. R. SCHMITT: *Template ultraviolet to near-infrared spectra of star-forming galaxies and their application to K-corrections*, ApJ **467**, 38 (1996).
- 47 M. KÜMMEL: *Multifrequenz-Durchmusterungen am Nordeklptikalen Pol*, Dissertation, Ruprecht-Karls-Universität, Heidelberg (1999).
- 48 M. KÜMMEL, persönliche Mitteilung (1999).
- 49 S. D. LANDY, A. S. SZALAY: *Bias and variance of angular correlation functions*, ApJ **412**, 64 (1993).
- 50 C. E. LIDMAN, B. A. PETERSON: *An optically based search for distant galaxy clusters*, AJ **112**, 2454 (1996).
- 51 C. E. LIDMAN, B. A. PETERSON: *Galaxy counts and the two-point angular correlation function to $I = 23$* , MNRAS **279**, 1357 (1996).
- 52 E. N. LING, C. S. FRENK, J. D. BARROW: *Uncertainties in the cluster-cluster correlation function*, MNRAS **223**, 21P (1986).
- 53 S. L. LUMSDEN, R. C. NICHOL, C. A. COLLINS, L. GUZZO: *The Edinburgh-Durham southern galaxy catalog - IV. The cluster catalog*, MNRAS **258**, 1 (1992).
- 54 S. J. MADDOX, G. EFSTATHIOU, W. J. SUTHERLAND, J. LOVEDAY: *Galaxy correlations on large scales*, MNRAS **242**, 43P (1990).
- 55 K. MEISENHEIMER: *Optische Identifikation und Untersuchung von extragalaktischen 5 GHz-Quellen*, Dissertation, Ruprecht-Karls-Universität, Heidelberg (1983).
- 56 K. MEISENHEIMER, H.-J. RÖSER: *CCD data reduction*, (Kapitel 1.3.9.4 in [86]).

-
- 57 K. MEISENHEIMER, H.-J. RÖSER: *MPIAPHOT*, Handbuch, Max-Planck-Institut für Astronomie, Heidelberg (1998).
- 58 K. MEISENHEIMER, H.-J. RÖSER: *Photometry*, (Kapitel 1.3.9.5 in [86]).
- 59 NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE, <http://nedwww.ipac.caltech.edu> (2000).
- 60 NASA/OSSA OFFICE OF STANDARDS AND TECHNOLOGY: *Definition of the Flexible Image Transport System (FITS)*, NOST, Greenbelt (1993).
- 61 L. W. NEUSCHAEFER, R. A. WINDHORST: *The angular two-point correlation function of galaxies down to $B_j \lesssim 26$ magnitudes on $\lesssim 10'$ scales*, ApJ **439**, 14 (1995).
- 62 A. OEMLER, JR., A. DRESSLER, H. R. BUTCHER: *The morphology of distant cluster galaxies. II. HST observations of four rich clusters at $z \approx 0,4$* , ApJ **474**, 561 (1997).
- 63 L. F. OLSEN, M. SCODEGGIO, L. DA COSTA, C. BENOIST, E. BERTIN, et al.: *ESO Imaging Survey. II. Searching for distant clusters of galaxies*, A&A **345**, 681 (1999).
- 64 L. F. OLSEN, M. SCODEGGIO, L. DA COSTA, R. SLIJKHUIS, C. BENOIST, et al.: *ESO Imaging Survey. V. Cluster search using color data*, A&A **345**, 363 (1999).
- 65 B. M. POGGIANTI: *K and evolutionary corrections from UV to IR*, A&AS **122**, 399 (1997).
- 66 B. M. POGGIANTI, persönliche Mitteilung (1999).
- 67 M. POSTMAN, L. M. LUBIN, J. E. GUNN, J. B. OKE, J. G. HOESSEL, et al.: *The Palomar Distant Cluster Survey. I. The cluster catalog*, AJ **111**, 615 (1996).
- 68 M. POSTMAN, T. R. LAUER, I. SZAPUDI, W. OEGERLE: *Clustering at high redshift: Precise constraints from a deep, wide-area survey*, ApJ **505**, 33 (1998).
- 69 W. H. PRESS, S. A. TEUKOLSKY, W. T. VETTERLING, B. P. FLANNERY: *Numerical recipes in C*, 2nd edition, Cambridge University Press, Cambridge (1992).
- 70 N. ROCHE, T. SHANKS, N. METCALFE, R. FONG: *The clustering of blue and red galaxies at $B \sim 25.5$ mag*, MNRAS **280**, 397 (1996).
- 71 N. ROCHE, S. A. EALES: *The angular correlation function and hierarchical moments of ~ 70000 faint galaxies to $R = 23.5$* , MNRAS **307**, 703 (1999).
- 72 H.-J. RÖSER, K. MEISENHEIMER: *The synchrotron light from the jet of 3C 273*, A&A **252**, 458 (1991).

- 73 S. RÖSER, U. BASTIAN: *PPM star catalogue south. Positions and proper motions of 197.179 stars south of -2.5 degrees declination for equinox and epoch J2000.0, Vol. 4: Zones -30 deg. to -80 deg.*, Spektrum, Akademischer Verlag, Heidelberg (1993).
- 74 ROYAL OBSERVATORY: *UK SCHMIDT telescope handbook*, ROE, Edinburgh (1983).
- 75 P. SCHECHTER: *An analytic expression for the luminosity function for galaxies*, ApJ **203**, 297 (1976).
- 76 D. J. SCHLEGEL, D. P. FINKBEINER, M. DAVIS: *Maps of dust infrared emission for use in estimation of reddening and cosmic microwave background radiation foregrounds*, ApJ **500**, 525 (1998) und <http://astron.berkeley.edu/dust/index.html> (1999).
- 77 M. SCODEGGIO, L. F. OLSEN, L. DA COSTA, R. SLIJKHUIS, C. BENOIST, et al.: *ESO Imaging Survey. VII. Distant cluster candidates over 12 square degrees*, A&AS **137**, 83 (1999).
- 78 M. SELDNER, B. SIEBERS, E. J. GROTH, P. J. E. PEEBLES: *New reduction of the Lick catalog of galaxies*, AJ **82**, 249 (1977) und <http://popgg.princeton.edu/~groth> (2000).
- 79 S. A. SHECTMAN: *Clusters of galaxies from the SHANE-WIRTANEN counts*, ApJS **57**, 77 (1985).
- 80 I. SMAIL, D. W. HOGG, L. YAN, J. G. COHEN: *Deep optical galaxy counts with the KECK Telescope*, ApJ **449**, L105 (1995).
- 81 P. R. F. STEVENSON, T. SHANKS, R. FONG. H. T. MACGILLIVRAY: *Correlation analysis of deep galaxy samples - III*, MNRAS **213**, 953 (1985).
- 82 G. J. THIMM, H.-J. RÖSER, H. HIPPELEIN, K. MEISENHEIMER: *The galaxy population in the cluster Cl 1409+524 (3C 295)*, A&A **285**, 785 (1994).
- 83 F. VALDES: *Faint Object Classification and Analysis System*, Central Computer Services, National Optical Astronomy Observatories, Tucson (1982).
- 84 P. VERON, M. R. S. HAWKINS: *A survey for medium redshift ($2,2 \leq z < 3,0$) optically variable QSO*, A&A **296**, 665 (1995).
- 85 A. VIKHLININ, B. R. MCNAMARA, W. FORMAN, C. JONES, H. QUINTANA, A. HORNSTRUP: *A catalog of 203 galaxy clusters serendipitously detected in the ROSAT PSPC pointed observations*, ApJ **502**, 558 (1998).

- 86 H. H. VOIGT (ed.): *Landolt-Börnstein: Numerical data and functional relationships in science and technology, New series, Group VI: Astronomy and astrophysics, Volume 3a: Instruments, methods, solar system*, Springer Verlag, Berlin (1993).
- 87 R. J. WALSH: *Optical and UV spectrophotometric standard stars*, <http://www.eso.org/observing/standards/spectra/optuvstandards.html> (1998).
- 88 C. WOLF, persönliche Mitteilung (1997).
- 89 F. ZWICKY, E. HERZOG, P. WILD, M. KARPOWICZ, C. T. KOWAL: *Catalog of galaxies and of clusters of galaxies*, California Institute of Technology, Pasadena (1961-1968).

Danksagung

Leuchtende Gestirne künden von euren Tugenden.

Dava Sobel, Galileos Tochter

Zum Gelingen dieser Arbeit haben viele Personen beigetragen, und es ist mir eine Freude, an dieser Stelle meinen Dank auszusprechen. Zunächst gebührt dem Direktorium des MPI für Astronomie der Dank, diese Arbeit durch meine Aufnahme am Institut ermöglicht zu haben. Die Ressourcen, die mir hier zur Verfügung standen, haben vielfach ein effektives Arbeiten erst ermöglicht.

Herrn Priv.-Doz. Dr. Hermann-Josef Röser danke ich für die Betreuung dieser Arbeit und die stete Ansprechbarkeit bei Problemen und Fragen. Sein quasi unerschöpflicher Ideenreichtum insbesondere zur photometrischen Kalibration des Datensatzes war immer wieder eine Quelle der Inspiration. Besonders dankbar bin ich dafür, daß ich das Durchführen astronomischer Beobachtungen und die zielgerichtete Datenreduktion erlernen durfte.

Herrn Prof. Dr. Werner M. Tscharnuter danke ich für die Anfertigung des Zweitgutachtens und insbesondere dafür, daß dies auch innerhalb seines Urlaubs und mit einem engen Zeitrahmen möglich war.

Für das bereitwillige Überlassen des tiefen photographischen Datensatzes gebührt Herrn Dr. Mike R. S. Hawkins ein besonderer Dank, da es ohne den *Stack* an der Grundlage für diese interessante Arbeit gefehlt hätte. Die fertige Verfügbarkeit der Daten bei Projektbeginn hat mir den Einstieg in die neue Aufgabe deutlich erleichtert. Ebenso danke ich Herrn Jeremy Kepner, Ph. D., für die Bereitstellung der simulierten Datensätze sowie die Diskussionen hierzu.

An Frau Dr. Inge Thiering und Herrn Sebastian Jester geht ein herzlicher Dank für die freundliche Atmosphäre im Raum 124 und darüber hinaus auch für die in den letzten Monaten gewährte Unterstützung bei dem erforderlichen Arbeitsplatz mit Rechnerzugang. Herrn Dr. Martin Kümmel gebührt ein Dank für das bereitwillige Überlassen der Korrelations- und Kosmologieprogramme, die Diskussionen hierzu und die Gastfreundschaft während der letzten Arbeitswoche am MPIA.

Den aktuellen und ehemaligen Diplomanden und Doktoranden am MPIA gebührt für das angenehme Arbeitsklima und viele Diskussionen über ihre und meine technischen Probleme Dank. Diese Gespräche haben es mir u. a. ermöglicht, im Laufe der Zeit ein vertieftes Verständnis für die Bilddatenverarbeitung im allgemeinen und das Programmpaket MIDAS im besonderen zu entwickeln. In diesem Zusammenhang danke ich insbesondere Frau Dr. Monika Petr, die mir mit dem Hinweis auf die AGL-Metazeichen viel Arbeit erspart hat und die – außerhalb des Instituts – wenigstens den Versuch unternahm, Zivilcourage zu zeigen. Auch Herr Dr. Ralf Fockenbrock verdient hier wegen der Besprechungen zu *Software-Testverfahren* und des allgemeinen Informationsaustausches eine gesonderte Erwähnung.

Frau Petra Schönemann-Behrens danke ich für das große Engagement bei der Durchsicht des Manuskripts dieser Arbeit, die sich häufig nur in Nachtschichten bewerkstelligen ließ. Ich danke in diesem Zusammenhang ebenso Herrn Uwe Behrens für den bereitwilligen Transport der Dateien, der die Korrekturen ab Januar überhaupt erst ermöglicht hat.

Über die fachlichen und administrativen Aspekte meiner Arbeit hinausgehend, gebührt meiner Frau Cornelia ein besonders herzlicher Dank: Deine Liebe und Dein Rückhalt haben mich manche schwere Stunde leichter bewältigen lassen. Und Jan Malte danke ich für jedes einzelne Lächeln und jede durchschlafene Nacht. Sohn, so wird nie ein Astronom aus Dir!