



# DIPLOMARBEIT

Titel der Diplomarbeit

## **Kinematisch entkoppelte Kerne in zwergelliptischen Galaxien**

angestrebter akademischer Grad

Magister der Naturwissenschaften (Mag. rer. nat.)

Verfasser:	<b>Bakk. Theresa Gudrun Elke Gotthart</b>
Matrikel-Nummer:	<b>a0205046</b>
Studienrichtung:	<b>Magisterstudium Astronomie A 066861</b>
Betreuer:	<b>Dr. Werner Zeilinger</b>

© Copyright 2009 Theresa Gudrun Elke Gotthart

Alle Rechte vorbehalten

# Erklärung

Hiermit erkläre ich an Eides statt, dass ich die vorliegende Arbeit selbstständig und ohne fremde Hilfe verfasst, andere als die angegebenen Quellen und Hilfsmittel nicht benutzt und die aus anderen Quellen entnommenen Stellen als solche gekennzeichnet habe.

Wien, am 11. Mai 2009

Theresa Gudrun Elke Gotthart





# Inhaltsverzeichnis

Erklärung	iii
Danksagung	ix
Kurzfassung	xi
Abstract	xiii
<b>1 Zwergelliptische Galaxien</b>	<b>1</b>
1.1 Definition . . . . .	1
1.2 Geschichte . . . . .	2
1.3 Entstehung von Zwerggalaxien . . . . .	3
1.3.1 Gravitationskollaps nach Silk . . . . .	4
1.3.2 Supernovae-Modell nach Dekel et al. . . . .	5
1.3.3 Supernovae-Modell nach Mori et al. . . . .	8
1.3.4 <i>Galaxy harassment</i> . . . . .	10
<b>2 Kinematische Entkopplung</b>	<b>13</b>
2.1 Definitionen . . . . .	13
2.2 Entstehungsmöglichkeiten . . . . .	14
2.2.1 <i>ram pressure stripping</i> . . . . .	15
2.2.2 Harassment . . . . .	15
2.2.3 Mergen von Galaxien . . . . .	17
2.2.4 Kosmischer Kollaps . . . . .	17
<b>3 Messmethoden für Absorptionslinien</b>	<b>19</b>
3.1 Lick System . . . . .	19
3.1.1 Messen der Absorptionslinien . . . . .	21
3.2 Ca II Triplet . . . . .	21
3.2.1 Geschichtliches . . . . .	21
3.2.2 Arten der Kalibration . . . . .	21
3.2.3 Anwendungsgebiete des Ca Triplets . . . . .	22

3.2.4	Anpassung des ursprünglichen Triplets . . . . .	24
3.2.5	<i>Near-IR Stellar Library</i> . . . . .	24
3.2.6	Definition des Ca II Triplets . . . . .	25
3.2.7	Das Verhalten der Indizes gegenüber einigen Effekten . . . . .	28
3.2.8	Fehlerberechnung . . . . .	29
<b>4</b>	<b>Verwendete Programme</b>	<b>33</b>
4.1	<i>ESO-MIDAS</i> . . . . .	33
4.2	<i>indexf</i> . . . . .	33
4.2.1	Fehlerabschätzung . . . . .	34
4.2.2	Indexdefinition . . . . .	34
4.2.3	Anwendung des Programms . . . . .	35
<b>5</b>	<b>Umgebung des Galaxiensamples</b>	<b>37</b>
5.1	Fornax-Haufen . . . . .	37
5.1.1	Allgemeines, Galaxienverteilung und Massenabschätzung . . . . .	37
5.1.2	Leuchtkraft . . . . .	40
5.1.3	Interclustermedium . . . . .	41
5.1.4	Metallizität . . . . .	42
5.1.5	Galaxien dieser Arbeit im Fornax-Haufen . . . . .	42
5.2	NGC5044 . . . . .	43
5.2.1	Allgemeines, Galaxienverteilung und Massenabschätzung . . . . .	43
5.2.2	Leuchtkraft . . . . .	45
5.2.3	Röntgengas . . . . .	47
5.2.4	Galaxien dieser Arbeit in der Gruppe NGC5044 . . . . .	48
5.3	NGC5898 . . . . .	48
5.3.1	Galaxien dieser Arbeit in der Gruppe NGC5898 . . . . .	49
5.4	NGC3258 . . . . .	50
5.4.1	Galaxien dieser Arbeit in der Gruppe NGC3258 . . . . .	50
<b>6</b>	<b>Auswertung der Galaxien</b>	<b>53</b>
6.1	FCC043 . . . . .	53
6.2	FCC046 . . . . .	54
6.3	FCC136 . . . . .	55
6.4	FCC150 . . . . .	56
6.5	FCC204 . . . . .	57
6.6	FCC207 . . . . .	58
6.7	FCC245 . . . . .	59
6.8	FCC266 . . . . .	60
6.9	FCC288 . . . . .	60
6.10	FS029 . . . . .	61

6.11	FS076	62
6.12	FS131	63
6.13	FS373	64
6.14	dE2	65
6.15	dE3	66
<b>7</b>	<b>Diskussion</b>	<b>67</b>
7.1	Radialgeschwindigkeitsdiagramme	67
7.2	Geschwindigkeitsdispersion	69
7.3	CaT*-Verteilung	70
7.4	Allgemeines zu den Daten	71
<b>8</b>	<b>Ausblick</b>	<b>73</b>
<b>A</b>	<b>Galaxiendaten</b>	<b>75</b>
<b>B</b>	<b>Diagramme der Galaxien</b>	<b>77</b>
B.1	FCC043	78
B.2	FCC046	79
B.3	FCC136	80
B.4	FCC150	81
B.5	FCC204	82
B.6	FCC207	83
B.7	FCC245	84
B.8	FCC266	85
B.9	FCC288	86
B.10	FS029	87
B.11	FS076	88
B.12	FS131	89
B.13	FS373	90
B.14	dE2	91
B.15	dE3	92
<b>C</b>	<b>Indexliste</b>	<b>93</b>
<b>D</b>	<b>Daten zu den Gruppen der Samplegalaxien</b>	<b>97</b>
	<b>Literaturverzeichnis</b>	<b>98</b>
	<b>Lebenslauf</b>	<b>107</b>



# Danksagung

Ich möchte den Platz hier nützen und jenen danken, die mich während meines Studiums und dieser Arbeit unterstützt haben. An erster Stelle möchte ich meinem Betreuer Dr. Werner Zeilinger danken, weil dieser stets Zeit fand Fragen zu beantworten und noch benötigte Daten zu suchen.

Als nächstes möchte ich meinen Eltern danken, da diese mich in meinem Wunsch Astronomie zu studieren unterstützt haben, obwohl die Berufschancen weniger gut waren, als vielleicht in technischer Physik. Außerdem zeigten sie Geduld, als absehbar war, dass es doch nicht ganz so schnell vorangeht wie es eigentlich geplant war und ich die Wahl meiner Studienfächer nach dem ersten Jahr änderte.

Ebenfalls Dank verdient hat Mathias, weil er es geschafft hat, dass das Programm Latex und ich doch noch Freunde wurden und die Gestaltung der Arbeit hinsichtlich der Bilder und Tabellen meinen Vorstellungen entsprach.

Zuletzt danke ich meiner Mutter und meinen Großeltern für das Korrekturlesen dieser Arbeit, obwohl sie keinerlei Ahnung von dem Thema hatten und sich trotzdem in kürzester Zeit die Mühe gemacht haben, möglichst viele Fehler zu finden und Vorschläge für Änderungen einzubringen.



# Kurzfassung

Diese Arbeit befasst sich mit der Auswertung der Beobachtungsdaten von zwergelliptischen Galaxien aus verschiedenen Gruppen beziehungsweise Haufen. Im besonderen sollte überprüft werden, ob die Galaxien einen kinematisch entkoppelten Kern besitzen und aus welchem Szenario dieser, falls vorhanden, entstanden sein könnte.

Zur Analyse der Spektren wurde das Ca II Triplet verwendet, weil diese Methode das Vermessen von Sternpopulationen mit größerer Alters- und Metallizitätsbandbreite zulässt, welche in elliptischen Galaxien aufgrund ihrer Entwicklung anzutreffen sind.

Mit Hilfe des Programms *indexf* wurden die notwendigen Spektrallinien (CaT, PaT und CaT\*) ausgelesen und anschließend graphisch dargestellt. Ebenfalls graphisch dargestellt wurden radiale Profile innerhalb der Galaxie. Durch diese drei Diagrammarten ist es möglich einen vorhandenen kinematisch entkoppelten Kern zu identifizieren.

Es zeigte sich, dass von den 15 ausgewerteten Galaxien, aus dem Fornax-Haufen und den Galaxien-Gruppen NGC5044, NGC3258 und NGC5859, nur 6 Galaxien (FCC043, FCC204, FCC288, FS076, FS373 und dE2) einen entkoppelten Kern zeigen. Über eine der zwergelliptischen Galaxien (FCC245) kann fast keine Aussage gemacht werden, weil zu wenige Datenpunkte vorhanden sind. Dies kann an den Beobachtungsbedingungen oder aber auch am Signal-Rausch-Verhältnis liegen.

Um der Entkoppelung eine Entstehungsmethode zuordnen zu können, war es wichtig zuerst jede einzelne Entstehungsmethode zu betrachten und anschließend die radialen Profile auf die Charakteristika der einzelnen Methoden zu prüfen. Die einzige Galaxie, welche einem Szenario zugeordnet werden konnte, ist FS076. Diese Galaxie zeigt im Geschwindigkeitsdispersionsdiagramm Anzeichen für Wechselwirkung.





# Abstract

In the course of this thesis some observation datas of dwarf elliptical galaxies from different galaxy groups rather galaxy clusters were analysed. It was focused on the research of kinematically decoupled cores (KDCs) within this galaxies and in the case of KDCs, how the cores could be formed.

The evaluation of the spektra were realized with the Ca II triplet method. This method is measuring the stellar population of dwarf elliptical galaxies within a large width of age and metallicity.

*Indexf* was used to get necessary information about CaT- and PaT-lines. This and the information about velocity and velocity dispersion were plotted. Due to the diagrams it is possible to identify a kinamatical decoupled core.

15 galaxies, located in Fornax cluster and the NGC-groups 5044, 3258 und 5859, were analysed and 6 of them (FCC043, FCC204, FCC288, FS076, FS373 und dE2) showed a KDC. By galaxy FCC245 was no conclusion possible, because there were not enough data points. Two reasons could be responsible: first the observation conditions and second the resolution.

The last thing was the correlation between the cores and the formation scenarios. For this it was necessary to analyse the formation scenarios and to test the diagrams for there characteristics. Only one galaxy, FS076, represented references for a certain scenario. The velocity profile indicated appearance for harassment, which had an affect on the dark mater halo.



# Kapitel 1

## Zwergelliptische Galaxien

### 1.1 Definition

Zwergelliptische Galaxien (dE) bilden eine Untergruppe der Zwerggalaxien. Um zwergelliptische Galaxien näher definieren zu können, ist es sinnvoll, zuerst einmal Zwerggalaxien im allgemeinen zu beschreiben.

Zwerggalaxien unterscheiden sich von „normalen“ Galaxien durch ihre Größe, Masse, Leuchtkraft und Metallizität. Sie sind kleiner, besitzen weniger Masse, eine geringere Leuchtkraft und auch eine niedrigere Metallizität. Für die Definition einer Zwerggalaxie gibt es mehrere Möglichkeiten. Die vielleicht einfachste Definition läuft über die Masse, allerdings variieren die Massen von Zwerggalaxien in einem Bereich von 1/10 und 1/100 „normaler“ Galaxien. Weil aber die Masse der meisten Zwerggalaxien unbekannt ist, werden sie meist über ihre absolute Helligkeit im B-Filter definiert. Die beste Definition lautet daher: Alle Galaxien die eine absolute Leuchtkraft von  $M_B < -18$  mag besitzen, werden als Zwerggalaxien bezeichnet. [GREBEL 2001]

Wie auch bei den „normalen“ Galaxien, existieren Untergruppen bei den Zwerggalaxien; einerseits kompakte Galaxien mit einer hohen zentralen Flächenhelligkeit und andererseits diffuse Galaxien mit einer niedrigen zentralen Flächenhelligkeit. In Verbindung mit dieser Definition findet man sehr oft die Adjektive „zwergelliptisch“ und „zwerghäufig“ [FERGUSON und BINGGELI 1994]. Zwergelliptische Galaxien unterscheiden sich von elliptischen Galaxien durch ihr Flächenhelligkeitsprofil. Während elliptische Galaxien einem  $r^{1/4}$ -Gesetz folgen, besitzt eine zwergelliptische Galaxie ein fast flaches, radiales Profil, welches entweder einem Kingprofil mit geringem Konzentrationsindex ( $\beta$ ) und dem Kernradius ( $R_c$ )

$$S(R) = S_0 \left[ 1.0 + \left( \frac{R}{R_c} \right)^2 \right]^{-3\beta+0.5}$$

oder einer Exponentialfunktion

$$I(r) = I_0 \exp\left(-\frac{r}{r_0}\right)$$

entspricht. [SANDAGE und BINGGELI 1984]

Die aktuelle Beschreibung einer zwergelliptischen Galaxie findet sich in dem Paper von Grebel aus dem Jahr 2001 [GREBEL 2001]. Sie beschreibt dE-Galaxien als Zwerggalaxien der Form sphärisch bis elliptisch, welche sehr kompakt sind und eine sehr hohe zentrale Sternendichte besitzen. Für die absolute Helligkeit im V-Filter gilt  $M_V < -17 \text{ mag}$  und für die absolute Helligkeit im B-Filter  $M_B < -18 \text{ mag}$ . Weitere ermittelte Parameter sind die zentrale Flächenhelligkeit von  $\mu_V \leq 21 \text{ mag arcsec}^{-2}$ , die Masse des HI-Gases von  $M_{HI} \leq 10^8 M_\odot$  und der totalen Masse von  $M_{tot} \leq 10^9 M_\odot$ .

Dieser Zwerggalaxientyp wird, wie auch die anderen, in einer Umgebung von massereichen Galaxien gefunden. Dabei werden sie durch keinen oder nur sehr geringen Gasgehalt gekennzeichnet. Dieser Gasanteil kann asymmetrisch angeordnet sein, erstreckt sich über ein geringeres Volumen als das eigentliche Sternenlicht und kann kinematisch entkoppelt sein. Außerdem treten die zwergelliptischen Galaxien mit Kern und ohne Kern auf. Die Anzahl der Galaxien mit Kern steigt mit der Leuchtkraft der dE-Galaxie. Der Kern der Galaxie macht bis zu 20% der Leuchtkraft der Galaxie aus. [GREBEL 2001]

## 1.2 Geschichte

Erstmals als Zwerggalaxien klassifiziert und untersucht wurden diese Galaxien 1938 von Shapley bei Beobachtungen im Fornax- und Sculpor-Sternbild. Dabei stellte er fest, dass in den gefundenen „Nebeln“ des frühen Galaxientyps, weder Sterne der Hauptreihe mit hoher Leuchtkraft (O- und B-Sternen), noch Superriesen des Typs (F-M) zu finden sind. [SHAPLEY 1938]

Einige Jahre später untersuchte Baade [BAADE 1944] die Sternpopulation einiger Zwerggalaxien und stellte einige Gemeinsamkeiten zwischen den Zwerggalaxien des frühen morphologischen Typs und Kugelsternhaufen fest. In beiden Sternpopulationen sind die hellsten Sterne vom Spektraltyp K mit einer Helligkeit von  $M_{pg} \approx -1.1$  und für beide Populationen ist die Verteilung im Herzsprung-Russel-Diagramm charakteristisch. Baade klassifizierte die Sternpopulation der Zwerggalaxie des frühen morphologischen Typs als Population II Sterne. Außerdem stellte er fest, dass das Leuchtkraftprofil dieses Galaxientyps nicht wie bisher als symmetrisch angenommen werden darf, sondern durch eine asymmetrische Verteilung ersetzt werden muss.

Durch die Einführung des Palomar Sky Survey 1950 konnten weitere Zwerggalaxien in der Lokalen Gruppe beobachtet werden, sowie die Suche nach Objekten mit

geringer Flächenhelligkeit außerhalb der Lokalen Gruppe gestartet werden. Die Suche nach Zwerggalaxien wurde vor allem in der Umgebung von nahen, massereichen Galaxien aufgenommen. [FERGUSON und BINGGELI 1994]

Gleichzeitig mit der Entdeckung der Zwerggalaxien des sphäroidalen und des irregulären Typs, wurden Zwerggalaxien mit geringer Flächenhelligkeit in nahen Galaxienhaufen entdeckt. Durch die räumliche Verteilung dieser Objekte zwischen den „normalen“ Galaxien, zeigt sich ihre Zugehörigkeit zum Galaxienhaufen. Erst durch die hochauflösende Photometrie und Spektroskopie, sowie Mehrfarbenaufnahmen war es möglich diese leuchtschwachen Objekte genauer zu untersuchen und die räumliche Verteilung, die Leuchtkraftfunktion und die Sternpopulation zu bestimmen. [FERGUSON und BINGGELI 1994]

Mittlerweile ist die Erforschung der Begleitgalaxien der Milchstraße bis zu einer absoluten Leuchtkraft von  $M_B \approx -9$  mag abgeschlossen. Da die Bestimmung der Rotverschiebung außerhalb der Milchstraßenumgebung sehr schwer ist, sind Kataloge über zwergelliptische Galaxien nicht vollständig. Außerdem ist es oft schwierig Zwerggalaxien mit geringer Flächenhelligkeit von Hintergrundgalaxien mit hoher Flächenhelligkeit zu unterscheiden. [FERGUSON und BINGGELI 1994]

Die Zwerggalaxienpopulation war im Jahr 1994 nur in wenigen, losen Galaxiengruppen und als Begleiter von Galaxien mit hoher Leuchtkraft untersucht. Einzig der Koma-Haufen stellte eine Ausnahme dar. [FERGUSON und BINGGELI 1994]

Im Jahr 1983 stellten Faber und Lin Vermutungen bezüglich der Entstehung von zwergelliptischen Galaxien an. Sie dachten, dass diese von irregulären Galaxien abstammen, welche durch *ram pressure stripping* ihr Gas verloren haben. Diese Theorie wurde kurze Zeit später wieder verworfen, doch lässt sich kein Unterschied zwischen gestrippten irregulären Galaxien und zwergelliptischen Galaxien hinsichtlich ihrer Morphologie ausmachen. [FABER und LIN 1983]

Nur wenige Jahre später verfassten Denkel und Silk ebenfalls eine Theorie zur Bildung von zwergelliptischen Galaxien. Sie versuchten die geringe Flächenhelligkeit und die geringe Metallizität dieser Galaxien mittels eines Supernovae-Modell zu erklären. Weil die ersten Modelle mit den Beobachtungsdaten nicht übereinstimmten, verfeinerten sie diese und hatten damit Erfolg (siehe 1.3.2). [DEKEL und SILK 1986]

## 1.3 Entstehung von Zwerggalaxien

Für die Entstehung von Zwerggalaxien gibt es mehrere Modelle:

- Gravitationskollapsmodell
- Supernovae-Modell
- Galaxy harassment

Jedes liefert für gewisse Eigenschaften der Zwerggalaxien eine plausible Erklärung.

### 1.3.1 Gravitationskollaps nach Silk

Das Gravitationskollapsmodell wurde von Silk in seinem Paper 1977 erklärt [SILK 1977]. Wie auch „normale“ Galaxien, können Zwerggalaxien aus Dichtefluktuationen entstehen.

Die anfangs inhomogene, neutrale Wolke heizt sich adiabatisch auf, bis der Kollaps startet. Dabei zeigt sich, dass die Jeansinstabilität nicht ausreichend ist, um zu garantieren, dass Teile permanent abgesondert werden. Der Kühlprozess muss ebenfalls ablaufen, um ausreichend Gravitationsenergie abzugeben, damit das System merkbar gebunden werden kann.

Der wichtigste Parameter ist das Verhältnis der Kühlzeit zur Freifallzeit. Bei ausreichend geringer Dichte lautet das Verhältnis  $t_c/t_f \gg 1$  und die Wolke heizt sich adiabatisch auf. Sobald der Kollaps startet, wird die Kühlzeit geringer als die Freifallzeit, einige Fragmente können überleben und setzen den Kollaps und das Kühlen weiterhin fort, um sich in Sterne zu verwandeln.

Diese Theorie wurde noch um die Hintergrundstrahlung erweitert und somit kam ein weiterer Kühlungsprozess hinzu. Durch das Einbinden der Hintergrundstrahlung in die Theorie, zeigen sich drei unterschiedliche Temperaturbereiche für das Gas. Für den ersten Bereich, in welchem das Gas nicht kühlen kann, gilt annähernd  $t_c > H_0^{-1}$ , wobei  $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  ist. Das Gas im zweiten Bereich besitzt eine Temperatur von  $H_0^{-1} > t_c > t_f$ . Es kann zwar kühlen, aber es ist ihm nicht möglich die thermische Energie innerhalb der Freifallzeit abzustrahlen und der dritte Bereich, gekennzeichnet durch  $t_c < t_f$ , kühlt innerhalb der Kollapszeit. Aus diesem Grund können nur in dem dritten Temperaturbereich Fragmente zur Weiterentwicklung entstehen.

Allerdings kann die Bildung von Fragmenten nicht nur temperaturabhängig geschehen. So können Wolken mit großer Masse unter der Bedingung  $t_c < t_f$  nicht vollständig ausfragmentieren. Wolken kleiner Masse hingegen können zu diesem Zeitpunkt schon ausfragmentiert sein und bereits an der Sternbildung arbeiten.

In Wolken mit großer Dichte vermutet man, dass nur die Kernregion ( $R \leq R_c$ ) kollabieren kann und somit Fragmente ausbildet. Der Kollaps einer solchen heißen und dichten Kernregion kann zu Protogalaxien mit Massen größer der kritischen Masse führen, möglich wären Massen bis hin zu  $\sim 10^{13} n M_\odot$ , wobei  $n$  für die Partikeldichte steht. Wolken mit Massen unter der kritischen Masse erfüllen die Bedingung  $t_c < t_f$  zuerst bei einem Radius größer dem kritischen Radius und lassen somit eine Bildung eines extensiven Halos um die massearme Galaxie vermuten.

### 1.3.2 Supernovae-Modell nach Dekel et al.

Das Supernovae-Modell wird von Dekel und Silk in ihrem Paper im Jahr 1986 [DEKEL und SILK 1986] erklärt. Sie vermuten die geringe Flächenhelligkeit und die geringe Metallizität der zwergelliptischen Galaxien durch einen Masseverlust erklären zu können. Das Modell soll außerdem erklären, wie Sternentstehung in Systemen mit einer Variation von 3 mag auftreten kann. Die Grundlage des Modells sollen globale galaktische Winde bilden, welche Gasmaterie in kleine Protogalaxien treiben. Die ersten Modelle stimmten allerdings mit den Beobachtungen nicht überein und mussten verworfen werden. Aus diesem Grund fügten Dekel und Silk ihrem Modell ein kaltes dunkle Materie Halo hinzu.

#### 1.3.2.1 Modellvergleich

Ausgangspunkt für alle Modelle,

- ohne Gasverlust
- Gasverlust in selbstgravitierenden Wolken
- Gasverlust im dominanten Halo,

ist eine kugelförmige homogene Gaswolke mit einer Ausgangsmasse  $M_a$  und einem Radius  $R_a$ , in der Sternentstehung stattfindet. Weiters wird angenommen, dass zu einem bestimmten Zeitpunkt eine Gasmasse  $M_g$  dem System verloren geht und eine Sternenmasse  $M_*$  zurücklässt  $M_a = M_g + M_*$ . Zur Vereinfachung wurde außerdem die Annahme getroffen, dass bei fixem Alter und initialer Massenfunktion für einen Galaxientyp, eine Proportionalität zwischen Leuchtkraft und Sternenmasse  $L \propto M_*$  besteht. Die Metallizität wird durch folgende Formel approximiert:

$$Z = y \ln(1 + M_*/M_g)$$

#### Modell ohne Gasverlust

Für dieses Modell gilt:  $M_* = M_i$ ,  $M_i$  ist die Masse des Endzustandes. Unter der Bedingung, dass der Radius des Endzustands  $R = R_i$  ist. Wenn nun auch gilt, dass das System selbstgravitierend ist, dann ist die Masse des Endzustands  $M = M_*$ .

Der Vergleich der Beobachtungen mit dem Modell zeigt, dass für eine bestimmte Bandbreite an elliptischen Galaxien das Modell annähernd zutrifft. Doch für zwergelliptische Galaxien kann dieses Modell nicht wirklich verwendet werden.

So kann das Modell die zunehmende Metallizität mit ansteigender Leuchtkraft der zwergelliptischen Galaxie nicht erklären. Dieses Merkmal könnte sich durch einen *Merging*-Prozess, welcher Sternentstehung angeregt hat, erklären lassen. Doch nicht nur das Masse-Leuchtkraft-Verhältnis kann durch das Modell nicht erklärt werden,

auch die Metallizität, welche im Modell annähernd konstant verläuft, zeigt bei Beobachtungen einen steilen Gradienten.

Es scheint als würde dem Modell ein wichtiger Prozess fehlen. Vermutlich deuten die Eigenschaften der zwergelliptischen Galaxien darauf hin, dass in einem frühen Zustand die Galaxien an Masse verlieren, wahrscheinlich in Form von Gas.

### Modell des Gasverlusts in selbstgravitierenden Wolken

Der Unterschied zum vorigen Modell liegt in dem durch Supernovae-Winde getriebenen Gasverlust. Leider brachte diese Änderung Dekel und Silk nicht wirklich weiter. Auch bei diesem Modell lässt sich der steile radiale Gradient in der Metallizität und Flächenhelligkeit in leuchtschwachen Zwerggalaxien nicht wiedergeben.

### Modell des Gasverlusts im dominanten Halo

Bei diesem Modell ist das Gas in ein Dunkle Materie Halo eingebettet und es wird vorausgesetzt, dass bei Sternentstehung die Masse des Gases proportional zu der Masse der Dunklen Materie ist ( $M_i \propto M$  innerhalb vom Radius  $R_i$ ). Solange man von einem dominanten Halo ausgeht, treten keine dynamischen Effekte auf Grund des Gasverlusts bei dem Sternensystem auf.

Weiters ist das Masse-Leuchtkraft-Verhältnis proportional zu dem Massenverhältnis  $M/L \propto M_i/M_*$  und ist nicht länger konstant. Sollten es kleinere Galaxien nur schaffen einen kleinen Teil ihres Gases in Sterne umzuwandeln bevor das Gas verloren geht, so steigt das Masse-Leuchtkraft-Verhältnis mit sinkender Leuchtkraft an.

Für den maximalen Wert von  $r_i$ ,  $r_i$  ist ein Skalierungsparameter für die Simulation ( $v = 2r/(r - 1)$ ), und dem Verhältnis  $M \propto R^3$  stimmen die Aussagen mit den Beobachtungen der Zwerggalaxien einigermaßen überein ( $L \propto R^5$  und  $L \propto Z^{2.5}$ ). Für die Relation  $M \propto R^2$  gibt das Modell ein Verhältnis von  $L \propto R^3$  aus, welches für eine Zwerggalaxie nicht zutreffend ist.

Es zeigt sich, dass die Eigenschaften von Zwerggalaxien nicht nur durch ein einfaches Modell des Gasverlusts mit Dunkle Materie Halo erklärt werden können. Doch es wird klar, dass Dunkle Materie eine Rolle bei der Entstehung spielt.

Das Modell zeigt allerdings zwei wichtige Relationen für die leuchtkraftschwächsten Galaxien:  $M/L \propto L^{-0.37}$  und  $V \propto L^{0.19}$ . Daraus lässt sich schließen, dass noch leuchtkraftschwächere Zwerggalaxien ein höheres Masse-Leuchtkraft-Verhältnis und damit verbunden einen langsameren Abfall in der Geschwindigkeitsdispersion zeigen sollten.

#### 1.3.2.2 Bedingungen für den Gasverlust

Zwei wichtige Variablen für den Gasverlust und für die Entstehung von Zwerggalaxien oder „normalen“ Galaxien, sind die Werte der Gasdichte und der Virialge-



schwindigkeit. Dabei stellt sich die Frage aus welchem Typ von Protogalaxie eine „normale“ Galaxie gebildet wird, weil sie den Großteil des Gases in Sterne umgeformt hat, und aus welchem Typ eine Zwerggalaxie entsteht, weil diese ihr Gas bei den ersten Supernovae verloren hat. Dekel und Silk rechneten diese Fragestellung durch und kamen zu dem Schluss, dass „normale“ Galaxien bei hoher Virialgeschwindigkeit und hoher Gasdichte entstehen. Dabei tendieren sie zu eher höheren Massen. Die diffusen Zwerggalaxien hingegen entstehen bei geringeren Virialgeschwindigkeiten und geringerer Gasdichte. Ihre Sternenmasse beträgt weniger als  $5 \times 10^9 M_{\odot}$ .

Diese Berechnungen überprüften sie mittels Beobachtungen und stellten fest, dass ihr Modell sehr gut mit den Beobachtungen übereinstimmt.

### 1.3.2.3 Entwicklung der dE aus dIrr?

Abseits der Frage wie Zwerggalaxien entstehen, wollten sie ebenfalls einen Beitrag zu der Diskussion, ob zwergelliptische Galaxien von zwergirregulären abstammen, liefern. Dekel und Silk vermuteten, dass *stripping* im Haufen oder an großen Galaxien aus einer zwergirregulären keine zwergelliptische Galaxie machen kann. Ihre Begründung dazu ist, dass der Verlust des geringen Gasgehalts von Zwergirregulären, der bei 10%, in seltenen Fällen bei 30 %, liegt, nicht zu einer Strukturänderung in dem Ausmaß führen würde. Genau so wenig würde sich die geringe Flächenhelligkeit, welche beobachtet wurde, erklären lassen.

Eine Gemeinsamkeit haben diese beiden Galaxientypen allerdings. Beobachtungen zeigten, dass sie in der Radius-Leuchtkraft-Metallizität Relation übereinstimmen und beide verlieren ihr Gas nach den ersten Supernovae. Während zwergirreguläre Galaxien einen geringen Teil ihres Gases behalten, verlieren zwergelliptische Galaxien ihren gesamten Gasanteil. Ausschlaggebend für das Behalten des Gases bei zwergirregulären Galaxien könnte das *dark matter* Halo sein, welches das Gas bindet und somit einen Wiedereinfall in die Galaxie ermöglicht. Befindet sich die Protogalaxie im Umfeld einer großen Galaxie oder aber in einem Haufen, so kann das Halo durch Gezeitenkräfte gestört werden. Durch diese Störung kann es zu einem vollständigen Gasverlust kommen, welcher die Bildung von zwergelliptischen Galaxien bewirkt. Ebenso kann *ram pressure stripping* in Regionen hoher Dichte das Gas aus zwergirregulären Galaxien austreiben und sie so in dE Galaxien verwandeln.

Durch Beobachtungen zeigt sich, dass die zweite Theorie unwahrscheinlich ist, weil die *stripping* Prozesse in Zentrumsnähe und in der Umgebung von Galaxien mit hoher Fluchtgeschwindigkeit effektiver sind. Auch die unterschiedliche Abflachung der beiden Systemtypen spricht gegen die Evolution von dIrr zu dE Galaxien. Es zeigt sich, dass auch Dekel und Silk keine plausible Erklärung für die Beziehung zwischen dIrr und dE Galaxien haben.

### 1.3.3 Supernovae-Modell nach Mori et al.

Mori et al. führten in ihrem Paper [MORI et al. 1999] N-Körper Simulationen durch, um mittels Supernovae-Modell die Unstimmigkeiten zwischen aus hierarchischen Modellen errechneten Massenfunktionen und von aktuellen Durchmusterungen der Rotverschiebung stammenden Leuchtkraftfunktion, auszuräumen.

Einige Gruppen haben sich bereits mit dem Problem auseinandergesetzt und dabei verschiedene Lösungswege ausprobiert. Es zeigt sich, dass für die Erklärung vom  $r^{1/4}$ -Profil des Flächenhelligkeitsprofils, beim Merging von Galaxien eine stoßfreie Simulation zielführend ist. Wenige Simulationen haben die Sternentstehung und die Energie auf Grund von Supernovae bisher eingebunden. Für die Metallizität wird in den meisten Fällen ein Einzonenmodell der chemischen Entwicklung verwendet, welches für die Wiedergabe der Beobachtungen ausreicht.

Für ihr Modell benutzten Mori et al. ein dreidimensionales Simulationsmodell, welches stoßfrei Dynamik mit Hydrodynamik kombiniert. Dabei wird die stoßfrei Dynamik durch einen N-Körper-Code und die Hydrodynamik durch SPH (*smoothed particle hydrodynamics*) dargestellt. Der SPH-Code ist besonders für die Simulation von Formation und Evolution von Galaxien geeignet, da er keiner Beschränkung in der räumlichen Auflösung oder Abweichung von einer Symmetrie hat. Er liefert in einigen Anwendungen mit einer geringen Anzahl von Partikeln, ein erstaunlich exaktes Ergebnis.

Bei ihrem Modell wurde die Annahme getroffen, dass das Gas optisch dünn und ionisiert ist. Da der Schwerpunkt des Aufheizens des Mediums auf der Energierückführung durch Supernovae liegt, wurde der Effekt der Photoionisation durch den UV-Hintergrund vernachlässigt und die Kühlung läuft radiativ ab.

#### 1.3.3.1 Randbedingungen des Modells und Ablauf der Simulation

Startbedingungen für die Protogalaxie, welche sich zu einer zwergelliptischen Galaxie entwickeln soll:

- Masse:  $10^{10} M_{\odot}$
- Verhältnis von baryonischer zu Dunkler Materie:  $\frac{1}{9}$
- Gezeitenradius beim Kingprofil:  $R = 8.45 \text{ kpc}$
- mittlere Dichte:  $2.7 \times 10^{-25} \text{ gcm}^{-3}$
- Durchschnittstemperatur:  $10^{5.1} \text{ K}$
- Geschwindigkeitsdispersion:  $72 \text{ kms}^{-1}$
- mittlere Kühlungszeit:  $7.6 \times 10^7$

- Dynamische Zeitskala:  $1.3 \times 10^8$  Jahre

Bedingt durch die radiative Kühlung, welche auf der Kollision von H und  $He^+$  beruht, nimmt die Gastemperatur rasch ab. Das führt durch den Effekt der Selbstgravitation zu einer Kontraktion von Gas und Dunkler Materie. Dieser Prozess läuft so lange ab, bis eine Temperatur von  $10^4$  K erreicht wurde. Danach verharrt das System in einem quasi-isothermen Zustand und die Dichte kann durch Gaseinfall in den zentralen Regionen zunehmen, woraufhin die Sternentstehung startet.

Durch die Explosion der ersten massereichen Sterne als Supernovae II, erhält das Umgebungsgas der Supernovae II thermische Energie und erzeugt schwere Elemente. Anschließend steigt die Gastemperatur lokal auf  $10^{7.5}$  K an und die nachfolgende Sternentstehung wird unterbrochen. Etwa 5% der Anfangsmasse wird in Sterne der ersten Generation umgewandelt.

Das Gas wird kontinuierlich durch die *supershell* hinausgetragen. Die Gasdichte nimmt , aufgrund der verbesserten Kühlrate in der Dichtewelle weiterhin zu. Die zweite Sternentstehung startet ausgehend von der *supershell* und folgt den Supernovae; weiters beschleunigt die äußere Expansion der Schale. Ungefähr 25% der Anfangsmasse wird schlussendlich in Sterne umgewandelt.

Die Sterne besitzen die Geschwindigkeitsvektoren des Gases, aus welchem sie entstanden sind. Deswegen haben die Sterne der ersten Generation eine systematische Geschwindigkeit von Null, während die späteren Generationen eine große, nach außen gerichtete, Radialgeschwindigkeitskomponente aufweisen.

Weil die Sterne zum Großteil gebildet wurden, bevor das Gas durch die synthetisierten schweren Elemente angereichert werden konnte, ist der Mittelwert der Metallizität so gering  $[Fe/H] \sim -2.4$ . Dieser Wert stimmt mit der beobachteten Bandbreite überein, liegt jedoch unter dem normaler Galaxien.

Eine noch nicht untersuchte Eigenheit der Simulation ist der positive Gradient der Metallizität. Nach Beobachtungen sollte ein negativer Gradient bei massiven Galaxien vorliegen. Sterne späterer Generationen werden bei größerem Radius, in einem Gas gebildet, das bereits durch SNe II Elemente angereichert wurde, und besitzen daher eine höhere Metallizität. Dies führt zu einem Aufkommen eines positiven Metallizitätsgradienten, der sich über die Zeit hinweg nicht ändert.

Es zeigt sich beim graphischen Darstellen, dass sich das System besser durch eine Exponentialfunktion als durch ein de Vaucouleurs'  $r^{1/4}$  Profil beschrieben wird.

### 1.3.3.2 Ergebnisse der Simulation

Es zeigt sich, dass bei dE-Galaxien die Gastemperatur aufgrund der effizienten Kühlung rasch abfällt. Anschließend kollabiert die Protogalaxie wegen des Effekts der Selbstgravitation und der Dunklen Materie. Sobald die Dichte im Galaxienzentrum hoch genug ist, startet die Sternentstehung ( $SFR \sim M_{\odot} yr^{-1}$ ) und der Kollaps wird

durch den Supernovawind aus dem Zentrum der Sternenstehungsregion angehalten. Etwa 75% der Anfangsmasse geht dem System verloren. Dabei expandiert das System und erlangt einen neuen Gleichgewichtszustand als lose gebundenes Sternensystem mit einer exponentiellen Struktur.

### 1.3.4 *Galaxy harassment*

Um die Effekte des *galaxy harassment* zu untersuchen, bei dem es sich um eine Hochgeschwindigkeitsbewegung zwischen den Galaxien handelt, führten Moore et al. [MOORE et al. 1996] Simulationen mit dem SPH-Code durch. Damit die Auswirkung des Eintrittswinkels in das Haufenpotential analysiert werden konnte, ließen sie die Galaxien auf unterschiedlichen Bahnen in den Haufen gelangen, bevor Harassment stattfinden konnte. Es zeigt sich, dass die Galaxie bei jedem Durchgang durchs Perizenter einen geringen Anteil der Halomasse verlor, wobei Sterne und Gas gebunden blieben. Durch das Hinzufügen von *harassment* in die Simulation erkennt man, dass die großen Galaxien die Hälfte ihrer Masse innerhalb des Gezeitenradius, der Entfernung des Zentrums, bei der die Galaxie ihre Masse mittels Gravitationskraft bindet, halten können; der Rest wird durch den Zusammenstoß mit anderen großen Galaxien freigesetzt. Es lässt sich außerdem beobachten, dass der Effekt des *harassment* vom Orbit abhängt. Je elongierter der Orbit, bei einem festgehaltenen Orbitradius ist, umso stärker ist der Masseverlust der Galaxie.

#### 1.3.4.1 Morphologische Änderungen und Simulationsergebnisse

Ausgehend von einer normalen Spiralgalaxie, welche immer wieder in Wechselwirkung mit anderen Galaxien tritt, präsentieren Moore et al. eine morphologische Änderung.

Nach den ersten Begegnungen erhält man eine gestörte Balkenspirale, bei der Merkmale der Wechselwirkung aus der dynamisch kalten Scheibe, ausgeformt wurden. Durch das Gezeitenfeld des Haufens kann es zu einem Herausreißen und einer Deformierung von Materieteilen kommen.

Da auch Galaxien beobachtet wurden, welche gestört aussehen, allerdings keinen Hinweis auf momentane Wechselwirkungen zeigen, haben Moore et al. auch hierzu Simulationen durchgeführt. Dazu trafen sie folgende Annahmen:

- Keine weitere Haufengalaxie innerhalb von 50 kpc.
- Innerhalb der ersten 3 Gyr nähert sich keine Galaxie mehr als 30 kpc.

Nach einigen stärkeren Begegnungen führte der Verlust des Drehimpulses des Dunklen Materie Halos und der störenden Galaxien, kombiniert mit der Aufheizung zu einer gestreckten Figur der Galaxie, gestützt durch ziellose Bewegung und Rotation.

Das Gas sinkt ins Zentrum und die Sternenverteilung wird auf ein vergleichbares Niveau mit zwergelliptischen Galaxien aufgeheizt. Einige behalten eine recht dichte Sternenscheibe und werden als dS0 klassifiziert. Zu diesem Zeitpunkt hören die Wechselwirkungen mit anderen Galaxien auf und es scheitert die Rückführung von Material aus den kompakten Resten.

Es lassen sich aus den Simulationen somit folgende Schlüsse ziehen: Galaxien unterliegen einer Entwicklung, welche durch ihre Umgebung beeinflusst wird. So können dE-Galaxien anhand von Harassment aus Spiralen mit geringer Leuchtkraft gebildet werden. Harassment besitzt die Möglichkeit, alle inneren Eigenschaften, wie die Gasverteilung, den Gasgehalt, die orbitale Anordnung der Sterne und die gesamte Form einer Haufengalaxie zu ändern.



# Kapitel 2

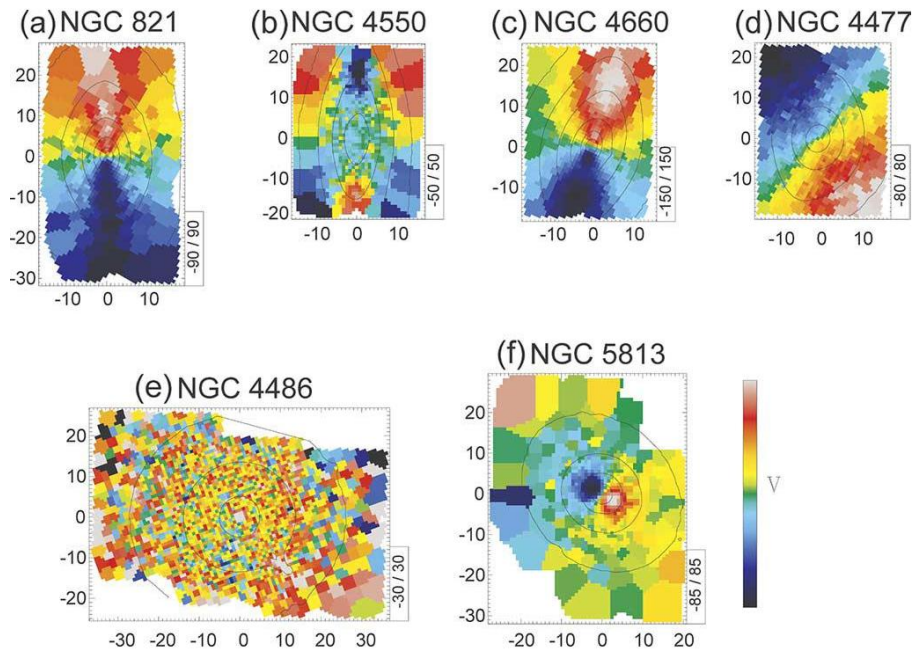
## Kinematische Entkopplung und ihre Entstehung

### 2.1 Definitionen

Als kinematisch entkoppelte Komponenten werden Galaxienteile bezeichnet, die sich durch ihre Eigenschaften (Radialgeschwindigkeit, Drehimpulsvektoren (Größe, Orientierung)) von der übrigen Galaxie abheben. Die Abbildung 2.1 zeigt einige Beispiele für die verschiedenen Möglichkeiten der Ausprägungen von Entkopplungen bei Galaxien.

Die Galaxie NGC821 zeigt eine symmetrische Rotation um eine Achse, ähnlich einer Scheibe, welche in eine heißere, bulgeähnlichen Komponente eingebettet ist. NGC4550 ist ein extremes Beispiel, für zwei entgegengesetzt rotierende Scheiben mit unterschiedlicher Skalenhöhe. Auch das Auftreten von einem zweiten zentralen Maximum in der Radialgeschwindigkeit nahe dem Zentrum, wie in NGC4660 zu sehen, tritt bei einigen Galaxien auf. Neben der symmetrischen Rotation um eine Achse, kann es auch zu einer Rotation um eine zur photometrischen Querachse verschobenen Achse kommen, welche in ihrer Ausrichtung gegenüber dem Feld variieren (NGC4477). Dies weist auf ein nicht achsensymmetrisches System hin, wie bei einem Balken oder einer triaxialen Figur. NGC4486 zeigt nur geringe Rotation, typisch für große elliptische Galaxien. Das letzte Geschwindigkeitsfeld lässt eine deutliche Rotation um eine andere Achse als die eigentliche Rotationsachse der Galaxie erkennen, sogar in entgegengesetzte Richtung [MCDERMID et al. 2006].

Einer der ersten, der diesen Galaxientyp untersuchte, war Bender 1988. Er beobachtete 7 langsam rotierende elliptische Galaxien und fand in vier von ihnen einen Kern, der von der Kinematik der Galaxie entkoppelt war. Daraus folgerte er, dass wohl ein großer Anteil der elliptischen Galaxien so einen Kern aufweisen. Ebenso machte er erste Annahmen über die Entstehung der Entkopplungen. Möglichkeiten



**Abbildung 2.1:** Verschiedene Arten von Geschwindigkeitsfeldern beobachtet mit SAURON. (a) symmetrische Rotation um eine Achse, (b) zwei konträr rotierende Scheiben, (c) zwei zentrale Radialgeschwindigkeitsmaxima, (d) Rotation um verschobene Querachse, (e) geringe Rotation, (f) Rotation um galaxienfremde Rotationsachse. Abb. aus [MCDERMID et al. 2006]

waren für ihn langsam ablaufende Interaktionsprozesse und Merging. [BENDER 1988]

Die ersten Studien hinsichtlich Strukturen in Zwerggalaxien führten Barazza et al., De Rijcke et al., Graham et al. und Michielsen et al. ([BARAZZA et al. 2002], [DE RIJCKE et al. 2003a], [DE RIJCKE et al. 2003b] [GRAHAM et al. 2003], [MICHIELSEN et al. 2004]). Dabei untersuchten sie eingebettete stellare Scheiben, Balken und Spiralstrukturen, sowie einen großen Anteil von warmen Gas und jüngste Sternentstehung.

## 2.2 Entstehungsmöglichkeiten

Zur Erklärung der Entstehung von kinematisch entkoppelten Komponenten wurden bisher mehrere Prozesse gefunden. Leider lässt sich nicht immer für die einzelne Galaxie erkennen, welches Szenario jetzt das richtige ist. Folgende Prozesse können dabei eine Rolle spielen: *ram pressure stripping*, Harassment, Merging und kosmischer Kollaps.



### 2.2.1 *ram pressure stripping*

Weil die Auswirkungen von *ram pressure stripping* (Das Gas der Galaxie kann durch Interaktion mit dem *inter cluster medium (ICM)* verloren gehen.) für normale Galaxien bereits bekannt war, untersuchten Mori und Burkert [MORI und BURKERT 2000] dieses Phänomen für Zwerggalaxien.

Voraussetzung für ihre Simulationen war eine (Proto-)Zwerggalaxie, mit einem virialisierten *cold dark matter (CDM)* Halo und heißem Gas, welches durch erste Supernovae und Photoionisation auf Grund der UV Hintergrundstrahlung aufgeheizt wurde. Sie untergliederten das *ram pressure stripping* in zwei Phasen:

- augenblickliches *ram pressure stripping*: Bei der Kollision des Galaxiengases und des ICM entstehen zwei Schockwellen; eine läuft durch das Gas der Galaxie, die andere durch das ICM. Für Zwerggalaxien geringer Masse ( $M_0 \leq 10^9 M_\odot$ ) folgt daraus ein völliger Gasverlust, weil das *ram pressure stripping* die Gravitationskraft der Galaxie übersteigt. Die Zeitskala dieses Prozesses ist kurz im Vergleich zum Aufenthalt innerhalb des Potentials. Bei Zwerggalaxien ( $M_0 \geq 10^9 M_\odot$ ) geht jenes Gas verloren, welches nicht innerhalb der zentralen Region und somit im Gravitationspotenzial liegt.
- kontinuierliches *ram pressure stripping* infolge der Kelvin-Helmholtz Instabilität: Das Gas in massiven Zwerggalaxien, welche das augenblickliche *ram pressure stripping* überlebt hat, wird anschließend durch die Kelvin-Helmholtz Instabilität ausgetrieben, welches in der Region zwischen dem Gas der Zwerggalaxie und dem ICM auftritt. Dieser Prozess ist effektiv für Galaxien deren Zeitskala des Gasverlusts geringer ist als die Aufenthaltsdauer in der Haufenumgebung.

Es zeigte sich, dass jede Zwerggalaxie, rein theoretisch, in die Phase der Kelvin-Helmholtz Instabilität kommen würde, da dieser Prozess auch bei massereichen Galaxien auftritt. Außerdem stellten Mori et al. fest, dass *ram pressure stripping* bei Zwerggalaxien in Haufen sehr effektiv ist und das diffuse Gas sehr schnell verloren gehen sollte.

### 2.2.2 Harassment

Auf Grund der Überlegung von De Rijcke et al. 2004 [DE RIJCKE et al. 2004], dass Merging - die Verschmelzung zweier Galaxien - nicht die Ursache für den Ursprung der komplexen kinematischen Profile, der von ihnen untersuchten Galaxien, sein kann, sondern viel eher eine Interaktion mit den dominanten Galaxien der Gruppen, untersuchten González-García et al. die Bedingungen, welche vorherrschen müssen, um durch Harassment Entkopplungen zu erzeugen. [GONZÁLEZ-GARCÍA et al. 2005]

Eine ihrer Ausgangsbedingungen ist die Impulsapproximation, welche besagt, dass die Galaxien nicht genug Zeit haben, um sich während der Begegnung neu zu ordnen. Außerdem handelt es sich bei der auftretenden Energie nur um kinetische. Die Neuordnung findet statt, sobald die Begegnung abgeschlossen ist.

Ihre numerischen Modelle gehen von einer Zwerggalaxie und einer massereichen elliptischen Galaxie aus, wobei die Zwerggalaxie mittels Kingmodells dargestellt wird. Um ihre Modelle mit Beobachtungen vergleichen zu können, verwendeten sie die Galaxien, welche von Geha et al. 2003 [GEHA et al. 2003] beobachtet wurden, und errechneten sich aus den gemessenen Daten eine mittlere zentrale Dichte für ihre Simulationen. Es zeigte sich, dass die Simulationen mit den Beobachtungen übereinstimmten.

Nach einer Reihe von verschiedenen Simulationen, konnten sie eine Aussage über einige der Parameter treffen.

- Stoßparameter und Begegnungsgeschwindigkeit: Es zeigte sich, dass nur eine sehr starke Interaktion für eine *counter-rotation* (CR), wie in FS373 und FS76 beobachtet, verantwortlich sein kann.
- Spin: Die Entstehung von CR ist nicht vom exakt antiparallel zum Orbit ausgerichteten Zwerggalaxiespin abhängig.
- Rotationskurve: In der Rotationskurve lässt sich die Begegnung erkennen. Dabei muss beachtet werden, dass es zu einer Veränderung der Lage bzgl. des Radius' kommt, sollten mehrere Begegnungen stattfinden. So erschwert das Auftreten mehrerer Begegnungen das Auffinden von CR.
- Massenverhältnis: Ein geringes Massenverhältnis führt zur Bildung von CR bei geringeren Radien.
- Dunkle Materie Halo: Zwerggalaxien mit Halo weisen in den Simulationen keine CR auf, weil das Halo den Großteil der Bahnwinkelgeschwindigkeit absorbiert.
- Partikelanzahl: Durch die Variation der Partikelanzahl lässt sich keine Änderung an den Parametern feststellen.

Als Fazit ihrer Arbeit stellten González-García et al. fest, dass sie mit ihren Modellen zwar *counter-rotation* erzeugen konnten, diese allerdings bei größeren Radien liegen als beobachtet. Die nötigen geringen Stoßparameter sind eine große Einengung für die Arten der Kollision und das könnte zu CR führen.

### 2.2.3 Mergen von Galaxien

Um zu überprüfen, welche Auswirkungen Merging bezüglich kinematischer Entkopplungen hat, führten Balcells und Quinn erstmals eine Simulation durch, bei der beide Galaxien aktiv sind. [BALCELLS und QUINN 1990]

Startparameter waren zwei abgeflachte rotierende Galaxien, die primäre Galaxie ohne Dunkles Materie Halo, mit einem Massenverhältnis 5 : 1 oder 10 : 1, um eine Massenabspaltung in der zentralen Region des Rests zu verhindern. Ebenso wurde für die primäre Galaxie eine Teilchenanzahl von 20 000 gewählt. Für die orbitale Winkelgeschwindigkeit wurden zwei Werte festgelegt ("schnell" und "langsam"), sowie auch für den Spin und den orbitalen Winkelgeschwindigkeitsvektor ("prograd" und "retrograd").

Entgegen der Annahmen, zeigte sich durch die Experimente eine Unabhängigkeit des Überlebens des zweiten Kerns, vom Überleben seines Spins. Führen beide Galaxien eine prograde Rotation aus, so kommt es nach dem Merging zu keinen kinematisch entkoppelten Kernen. Hingegen zeigten Experimente mit retrograd rotierenden Galaxien, sehr wohl kinematisch entkoppelte Kerne, deren Ausdehnung größer sein kann, als der Bereich, in dem die zweite Galaxie die Flächendichte dominiert.

Balcells und Quinn konnten nicht nur eine Erklärung zur Entstehung von kinematisch entkoppelten Kernen finden, sondern konnten mittels der Experimente auch veränderte Geschwindigkeitsfelder im Rest der Merger erklären. So zeigten die Reste prograder Rotation kaum eine Veränderung des Geschwindigkeitsfelds. Bei retrograder Rotation zeigte sich das Geschwindigkeitsfeld sehr abhängig von der Entwicklung. Die Orientierung der Rotationsachse konnte mehr als um 90° gedreht sein und einige verschiedene Substrukturen konnten entstehen.

Diese veränderten Kerne ließen sich auch in den Helligkeitsprofilen der Galaxien nachweisen. Hinsichtlich der zentralen Flächenhelligkeit erkannte man einen Abfall durch das Merging, während der Effektivradius zunahm, der Kernradius aber ebenfalls abfiel.

### 2.2.4 Kosmischer Kollaps

Harsoula und Voglis [HARSOULA und VOGLIS 1998] führen einen weiteren Entstehungsmechanismus für kinematische Entkopplungen in Galaxien an: Die Bildung durch reibungsfreien Kollaps aufgrund kosmischer Bedingungen. Der Vorteil dieses Prozesses sind die einfachen Ausgangsbedingungen und die geringe Bandbreite an nötigen Parametern. Die Längsachse der balkenförmigen Störung lässt sich mit dem Durchmesser einer Sphäre mit einer galaktischen Masse vergleichen, die Verteilung der Winkelgeschwindigkeit im resultierenden Objekt hängt vom Achsenverhältnis ab. Dieses Verhältnis kann die Balance zwischen fest und lose gebundenen Partikeln

in der Galaxie, sowie eine positive oder negative Winkelgeschwindigkeit entlang des Radius ändern. Die *counterrotation* bevorzugt ein Achsenverhältnis von  $\approx 0.5$ .

# Kapitel 3

## Messmethoden für Absorptionslinien

Für das Vermessen der Linienstärke von Absorptionslinien wurden mehrere Systeme entwickelt, welche sich nicht nur hinsichtlich ihres Anwendungsgebietes unterscheiden, sondern auch in ihrer Messgenauigkeit und spektrale Bandbreite. Die zwei für Galaxien relevanten Systeme sind das Lick und das Ca II Triplet.

### 3.1 Lick System

Zwischen 1972 und 1984 wurden am Lick Observatorium mit dem Cassegrain Spektrographen und dem *image dissector scanner* (IDS) Sterne unserer Galaxie vermessen, welche im Bereich von 4000 - 6000 Å liegen. Dem Sample von Worthey et al. [WORTHEY et al. 1994] wurden von Gorgas et al. 1993 [GORGAS et al. 1993] noch weitere Feld- und Haufensterne hinzugefügt, sodass das Sample 312 Sterne umfasst, welche eine große Bandbreite in Temperatur, Gravitation und Metallizität abdecken. Um das Verhalten der 11 *Lick features* als Funktionen der Farbe  $V - K$ , als Temperaturindikator,  $\log g$  und  $[Fe/H]$  zu erklären, entwickelten Gorgas et al. *polynomial fitting functions*. Diese *fitting functions* ermöglichen ein einfaches Erstellen von Sternpopulationsmodellen durch Aufintegrieren der Sternpopulation.

Damit Worthey et al. ein Modell für Galaxien erstellen konnten, mussten sie noch weitere Sterne dem Sample von G93 hinzufügen:

- M Zwerge: Um das Sample zu komplettieren.
- M Riesen: Um alte, metallreiche Populationen (Populationen zwischen 0.5 und 2 Gyr) und Populationen mit einem blauen Horizontalast zu erklären.
- BAF Superriesen: Zum Überprüfen, ob die *fitting functions* im Bereich niedriger  $\log g$  Werten korrekt funktioniert.

- Sterne heißer als  $V - K = 0.95$ : Dies beinhaltet Sterne der Hauptreihe und des Horizontalastes, sowie ein paar heiße Riesensterne.

Neben der Sternergänzung definierten sie, zusätzlich zu den 11 bestehenden Indizes, 10 neue (Tab. 3.1) und maßen diese an 460 Sternen. Diese 460 Sterne sind Teil der Lick/IDS Datenbank, die aus 1000 Spektren - 460 Sternen, etwa 500 Galaxien und 35 Kugelsternhaufen - besteht. Diese Spektren wurden alle mit demselben Spektrographen und Detektor aufgenommen.

**Tabelle 3.1:** Indizes des Lick/IDS

INDEX DEFINITIONS						
Name	Index Bandpass	Pseudocontinua	Units	Measures	Error	Notes
01	CN	4143.375-4178.375	4081.375-4118.875 4245.375-4285.375	mag	CN, Fe I	0.021
02	CN	4143.375-4178.375	4085.125-4097.625 4245.375-4285.375	mag	CN, Fe I	0.023 2
03	Ca4227	4223.500-4236.000	4212.250-4221.000 4242.250-4252.250	Å	Ca I, Fe I, Fe II	0.27 2
04	G4300	4282.625-4317.625	4267.625-4283.875 4320.125-4336.375	Å	CH, Fe I	0.39
05	Fe4383	4370.375-4421.625	4360.375-4371.625 4444.125-4456.625	Å	Fe I, Ti II	0.53 2
06	Ca4455	4453.375-4475.875	4447.125-4455.875 4478.375-4493.375	Å	Ca I, Fe I, Ni I, Ti II, Mn I, V I	0.25 2
07	Fe4531	4515.500-4560.500	4505.500-4515.500 4561.750-4580.500	Å	Fe I, Ti I, Fe II, Ti II	0.42 2
08	Fe4668	4635.250-4721.500	4612.750-4631.500 4744.000-4757.750	Å	Fe I, Ti I, Cr I, Mg I, Ni I, C	0.64 2
09	H $\beta$	4847.875-4876.625	4827.875-4847.875 4876.625-4891.625	Å	H $\beta$ , Fe I	0.22 3
10	Fe5015	4977.750-5054.000	4946.500-4977.750 5054.000-5065.250	Å	Fe I, Ni I, Ti I	0.46 2,3
11	Mg <sub>1</sub>	5069.125-5134.125	4895.125-4957.625 5301.125-5366.125	mag	MgH, Fe I, Ni I	0.007 3
12	Mg	5154.125-5196.625	4895.125-4957.625 5301.125-5366.125	mag	MgH, Mg <i>b</i> , Fe I	0.008 3
13	Mg <i>b</i>	5160.125-5192.625	5142.625-5161.375 5191.375-5206.375	Å	Mg <i>b</i>	0.23 3
14	Fe5270	5245.650-5285.650	5233.150-5248.150 5285.650-5318.150	Å	Fe I, Ca I	0.28 3
15	Fe5335	5312.125-5352.125	5304.625-5315.875 5353.375-5363.375	Å	Fe I	0.26 3
16	Fe5406	5387.500-5415.000	5376.250-5387.500 5415.000-5425.000	Å	Fe I, Cr I	0.20 2,3
17	Fe5709	5698.375-5722.125	5674.625-5698.375 5724.625-5738.375	Å	Fe I, Ni I, Mg I Cr I, V I	0.18 2
18	Fe5782	5778.375-5798.375	5767.125-5777.125 5799.625-5813.375	Å	Fe I, Cr I Cu I, Mg I	0.20 2
19	Na D	5878.625-5911.125	5862.375-5877.375 5923.875-5949.875	Å	Na I	0.24
20	TiO	5938.375-5995.875	5818.375-5850.875 6040.375-6105.375	mag	TiO	0.007
21	TiO	6191.375-6273.875	6068.375-6143.375 6374.375-6416.875	mag	TiO	0.006

### 3.1.1 Messen der Absorptionslinien

Um später eine Auswertung vornehmen zu können, müssen Indizes (Linienbänder), welche zentral die zu messende Absorptionslinie enthalten, und Pseudokontinuumsbändern bestimmt werden. Die Pseudokontinuumsbänder müssen drei Kriterien erfüllen:

- Sie müssen nahe beim Linienband liegen.
- Sie müssen in einem Bereich geringerer Absorption liegen als die Absorptionslinie.
- Es besteht die Notwendigkeit für eine relative Unempfindlichkeit gegenüber der stellaren Verbreiterung der Geschwindigkeitsdispersion.

Die Lick-Indizes beinhalten sechs verschiedene Molekularbänder (CN4150, G Band, MgH, MgH + Mg *b*, und zwei TiO Bänder) und 14 verschiedene Gemische von atomaren Absorptionslinien.

## 3.2 Ca II Triplet

### 3.2.1 Geschichtliches

Erstmals erwähnt wurde das Ca II Triplet in der Arbeit von [MERRILL 1934]. Er untersuchte als erster den nahen IR-Bereich in den Sternenspektren, identifizierte die relevantesten Absorptionslinien und zeigte, dass die Linien Ca II  $\lambda$ 8498, 8542, 8662 in den Spektren der Sterntypen A-M auftreten. Außerdem vermutete er eine Beziehung zwischen den Linien und der absoluten Helligkeit.

Diese Vermutung wurde durch die späteren Arbeiten von Keenan et al. [KEENAN und HYNEK 1945] und Parsons [PARSONS 1964] bestätigt. Parsons zeigte sogar, dass die Linientiefe mit der absoluten Helligkeit zunimmt, bei festgehaltenen Spektraltypen.

Die Arbeiten von O'Connell [O'CONNELL 1973], Anderson [ANDERSON 1974] und Cohen [COHEN 1978] bestätigten diesen Zusammenhang und etablierten das nahe IR Ca Triplet als auffälligstes Helligkeits-Empfindlichkeits-Feature in den Spektren von F-M Sternen.

### 3.2.2 Arten der Kalibration

#### 3.2.2.1 Empirisch

Jones et al. [JONES et al. 1984] stellten 1984 eine Korrelation zwischen der Ausprägung des Ca Triplets und der Gravitation her. Außerdem entdeckten sie, dass das Residuum der Korrelation mit der Metallizität korreliert.

Die ersten Ergebnisse bezüglich  $g$  und  $[Fe/H]$  kamen von Diaz et al. [DIAZ et al. 1989]. Mittels einem, in Gravitations- und Metallizitätsbereich breitbandigen Sternenkatalog bestimmten sie das Verhalten der Ca II-Linien gegenüber  $\log g$  und  $[Fe/H]$ . Dabei zeigte sich im Bereich hoher Metallizität eine Abhängigkeit der Ausprägung der Linie ausschließlich von der Gravitation, während im Bereich niedriger Metallizität,  $[Fe/H]$  der ausschlaggebende Parameter ist. Auch ein Zusammenhang mit  $T_{\text{eff}}$  wurde festgestellt.

### 3.2.2.2 Theoretisch

Das Erstellen eines theoretischen Modells war nicht besonders leicht, da die Linien in der Chromosphäre des Sterns entstehen und dafür *non-local thermodynamic equilibrium models* benötigt werden. Smith und Drake [SMITH und DRAKE 1987, SMITH und DRAKE 1990] stellten eine höhere Abhängigkeit von der Metallizität fest als die empirischen Studien von Jones et al. ergaben und zeigten, dass  $T_{\text{eff}}$  kein vernachlässigbarer Effekt ist.

Die ersten, die ein *non-local thermodynamic equilibrium model* rechneten, waren Jorgensen et al. 1992 [JORGENSEN et al. 1992]. Sie fanden heraus, dass die Gravitation in Abhängigkeit vom Ca Triplet von  $T_{\text{eff}}$  und  $[Fe/H]$  auf eine komplexe Art beeinflusst wird.

Im Jahr 2000 erstellte Chmielewski eine umfangreiche Analyse über die bisherigen Modelle und kam zu dem Entschluss, dass bisher niemand den Beitrag der Pascher Linien zu der integrierten Äquivalenzbreite beachtet hat. Dies ist vor allem bei Zwergen heißer als  $5800K$  und Riesen mit einer  $T_{\text{eff}}$  über  $\sim 5500 K$  wichtig. Diese Tatsache erklärt die Abweichungen zwischen der früheren empirischen und der theoretischen Kalibration hinsichtlich des Zusammenhangs der Ca Linien und der Temperatur. Er kam, bezüglich der Ca Linien und der stellaren Parameter, zu dem Ergebnis, dass die Gravitationsabhängigkeit nur für  $\log g < 3 \text{ dex}$  gilt, die Metallizität in jedem Fall ein sehr wichtiger Parameter ist und die Temperatureffekte nur bei einem Zwerg zwischen  $5000 K$  und  $6000 K$  vernachlässigt werden können.

### 3.2.3 Anwendungsgebiete des Ca Triplets

- Stellare Astrophysik
  - Spektrale Klassifikation von Sternen (z.B. [SHARPLESS 1956, GINESTET et al. 1994])
  - Indikator für chromosphärische Aktivität (z.B. [LINSKY et al. 1979, MONTES und MARTIN 1998])
  - Identifikation von Riesen in Galaxien (z.B. [GARZON et al. 1997])



– Identifikation von Riesen in der LG (z.B. [MANTEGAZZA 1992, MASSEY 1998])

- Kugelsternhaufen

Armandroff und Zinn fanden 1988 [ARMANDROFF und ZINN 1988] heraus, dass im integrierten Licht galaktischer Kugelsternhaufen, die Ca Halbwertsbreite gut mit der Metallizität korreliert. Daher konnte das Feature als Metallizitätsindikator für alte und ungefähr gleich alte Sternpopulationen, vorausgesetzt die Metallizität war geringer als solar, verwendet werden.

Einige Jahre später fanden Armandroff und Da Costa [ARMANDROFF und DA COSTA 1991] eine Relation zwischen der Haufenmetallizität und der reduzierten Equivalenzbreite.

$$W' = EW(CaT) + c(V - V_{HB}) \quad (3.1)$$

$EW(CaT)$  steht für die Pseudo-Equivalenzbreite,  $c$  ist eine Konstante,  $V_{HB}$  ist die Helligkeit in V am Horizontalast und  $W'$  ist die monotone Funktion der Metallizität.

Diese Beziehung wurde auch von anderen Autoren verwendet (z.B. [GEISLER et al. 1995, RUTLEDGE et al. 1997b, RUTLEDGE et al. 1997a]) und herangezogen für verschiedenste Studien zur Untersuchung der Metallizität:

- in galaktischen Kugelsternhaufen (z.B. [DA COSTA et al. 1992, BUONANNO et al. 1995])
- in Haufen und einzelnen Sternen in den Magellanschen Wolken (z.B. [OLSZEWSKI et al. 1991, SUNTZEFF et al. 1992])
- der dSp in der Lokalen Gruppe (z.B. [SUNTZEFF et al. 1993])

- Aktive Galaxien und extragalaktische HII Regionen (z.B. Terlevich1990a, Terlevich1996)

- Frühe Galaxientypen

Eines der ersten Ergebnisse bei diesen Objekten war die Kontinuität der Liniestärke über die Galaxientypen hinweg. [COHEN 1979] Bica & Alloin [BICA und ALLOIN 1987] zeigten 1987 die Unabhängigkeit zwischen Equivalenzbreite der Ca-Linien in Galaxienkernen und dem Galaxientyp bzw. der Leuchtkraft.

Vergleicht man elliptische Galaxien mit anderen Objekten bezüglich ihres Ca-Anteils, so zeigt sich, dass die Unabhängigkeit nicht mit der Metallizitätsverteilung in Sternen und in galaktischen Kugelsternhaufen übereinstimmt.

### 3.2.4 Anpassung des ursprünglichen Triplets

Im Jahr 2001 erschien ein Paper, welches über die Arbeit von Cenarro et al. berichtet, die sich die Mühe gemacht haben im nahen Infrarot einen neuen Satz von Indizes zu definieren (CaT\*, CaT und PaT), um den Sterngehalt der frühen morphologischen Galaxientypen zu untersuchen [CENARRO et al. 2001]. Neben den neu definierten Indizes, erstellten sie auch einen neuen Sternenkatalog, der Angaben über atmosphärische Parameter, passende empirische Funktionen für das Verhalten des Ca Triplets gegenüber den Sternparametern und Sternpopulationsmodelle beinhaltet.

Ausschlaggebend für diese neue Definierung war das Problem der Entwirrung von Alters- und Metallizitätseffekten im integrierten Spektrum einer gemischten Sternpopulation. Elliptische Galaxien bestehen nicht wie ursprünglich angenommen aus einer Klasse von Objekten, die sich langsam über die Zeit hinweg verändern, weil der Formationsprozess um einiges komplexer und inhomogener verläuft.

Das Vermessen und die Interpretation der Linienstärken-Indizes, in den Spektren der frühen Galaxientypen, war ein fundamentales Hilfsmittel, um die oben genannten Probleme zu behandeln. Dafür wurde hauptsächlich, das bereits genannte, Lick System verwendet. Durch das Erweitern der Studien auf die verschiedensten Wellenlängenbereiche und der technologischen Entwicklung, wurde ein umfangreicheres Forschen möglich.

Im nahen Infrarot (nahe IR) erreichte das Ca II Triplet, welches ein sehr markantes Feature in kühlen Sternen ist, hohen Stellenwert bei der Erforschung der Eigenschaften der Sternpopulationen. Dabei wurden das Ausmaß des Ca II Triplets im integrierten Spektrum mit Sternpopulationsmodellen abgeglichen. Die Genauigkeit dieser Methode hängt stark von der Kalibration der Ca II Linien ab. Frühere Kalibrationen waren entweder sehr theoretisch oder basierten auf empirischen Sternenkatalogen, welche einen zu geringen Umfang an atmosphärischen Parametern aufwiesen. Doch auch andere Fehler wurden begangen. So arbeitete man mit Katalogen zu geringer Sternenzahl, einer Indexdefinition, welche nicht auf alle Spektraltypen angewendet werden konnte, Unsicherheiten in den Sternparametern und Problemen bei den *fitting*-Prozessen.

Ausgehend von diesen Fehlern, suchten Cenarro et al. nach einem nahen IR Ca II Triplet, das ein genaueres Messen des Verhaltens von Ca-Linien in einer Sternpopulation mit einer großen Alters- und Metallizitätbandbreite zulässt.

### 3.2.5 *Near-IR Stellar Library*

Für die *stellar Library* verwendeten Cenarro et al. bereits existierende *libraries*, die eine bessere spektrale Auflösung als  $10 \text{ \AA}$  haben und nicht zu spezialisiert sind. Zusätzlich beobachteten sie eine neue *stellar library* mit 706 Sternen in dem Wellenlängenbereich  $\lambda 8348 - 9020$ . Die insgesamt 421 der 424 Sterne, mit bekannten

atmosphärischen Parametern der *Lick/IDS Library* inkludiert. Viele dieser Sterne sind Feldsterne aus der unmittelbaren Umgebung; aber auch Sterne aus offenen Sternenhaufen und Kugelsternhaufen, welche für eine weite Bandbreite in Alter und Metallizität sorgen, sind inkludiert.

Die neue *stellar library* umfasst folgende Breite in den atmosphärischen Parametern ( $T_{eff}$ ,  $\log g$ ,  $[Fe/H]$ ):

- $T_{eff}$ : 2750 bis 38400 K
- $\log g$ : 0 bis 5.12 dex
- $[Fe/H]$ :  $-3.45$  bis  $+0.60$  dex

### 3.2.6 Definition des Ca II Triplets

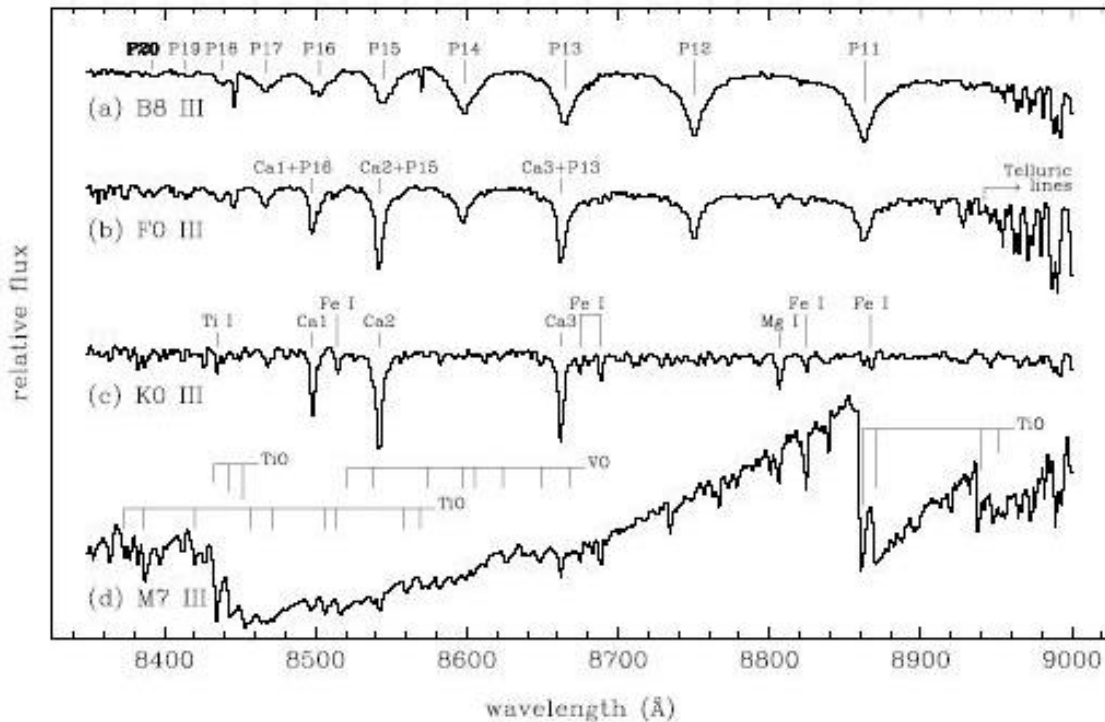
Vor der ersten Indexdefinition mussten die wichtigsten Absorptionslinien im Wellenlängenbereich bei den verschiedensten Spektraltypen untersucht werden (Abb. 3.1).

Abgesehen von einigen Metalllinien, ist das Ca II Triplet ( $\lambda 8498.02$ ,  $8543.09$ ,  $8662.14$ ) (siehe Tabelle 3.2) eines der ausgeprägtesten Features über einen weiten Spektralbereich und über alle Leuchtkraftklassen hinweg. Die Wasserstoff Paschen Serie ( $\lambda 8359.0$ ,  $8374.4$ ,  $8392.4$ ,  $8413.3$ ,  $8438.0$ ,  $8467.3$ ,  $8502.5$ ,  $8545.4$ ,  $8598.44$ ,  $8665.0$ ,  $8750.5$ ,  $8862.8$ ,  $9014.9$ ;  $P20 - P10$ ) sind in Sternen heißer als der Spektraltyp G3 sichtbar. In den frühen Spektraltypen, wo die Ca II Linien vernachlässigbar sind, steigt die relative Tiefe der Paschen Linien mit der Wellenlänge an. Da jedoch für geringe und mittlere spektrale Auflösung die Paschen Linien P13, P15 und P16, mit den Ca II Linien überlappen, stehen diese Linien außerhalb der gleichmäßigen Abfolge für Spektraltypen A bis F.

Für die Definition der neuen Indizes wurde ein neuer Typ von *line-strength index concept* verwendet: der *generic index*. Dieser ist eine Verallgemeinerung der ursprünglichen Definition, welcher zusätzlich noch folgende Anforderungen inkludiert:

- Er ist charakterisiert bei einer beliebigen Anzahl von Kontinuen und Spektrallinienbändern.
- Der Beitrag der einzelnen Spektrallinienbändern kann mittels eines multiplikativen Faktors modifiziert werden.
- Das Pseudo-Kontinuum wird aus dem gewichteten Fehler *least-squares fit* über alle Pixel der Kontinuumsbänder hergeleitet.

Auf den ersten Blick scheint sich dieser Ansatz nicht von dem bisherigen zu unterscheiden. Er bringt aber einige Vorteile:



**Abbildung 3.1:** Spektren der Sterne HD 186568 (B8 III), HD 89025 (F0 III), HD 216228 (K0 III) und HD 114961 (M7 III) im Spektralbereich der *stellar library*. Die wichtigsten Linien in dem Bereich sind gekennzeichnet: die Paschen Serie (P11 - P20), das Ca II Triplet (Ca1, Ca2 und Ca3), einige Metalllinien (Fe1, Mg1 und Ti1), Molekülbänder (TiO und VO) und Himmelsabsorption (Telluric lines). Abb. aus [CENARRO et al. 2001]

- *Generic indices* sind besonders geeignet für das Ausmessen benachbarter Spektrallinien, wenn ein einfaches Kontinuumlevel von Nutzen sein kann. Ebenso nützlich sind die Indizes bei Spektralbereichen, wo sich die Spektrallinien sehr stark ballen, weil dünne Kontinuumsbänder es ermöglichen andere Spektrallinien auszugrenzen.
- Der Multiplikationsfaktor ist für die Entfernung von kontaminierenden Linien nützlich.
- Die Verwendung des gewichteten kleinsten Fehlerquadrates, in der Bestimmung des lokalen Pseudo-Kontinuums, ist besonders günstig bei der Erforschung von Absorptionslinien im nahen IR.

Der neue Ca Triplet Index trägt die Bezeichnung CaT und wird durch fünf Kon-

Tabelle 3.2: CaT Indizes

Index	Typ	blauer Bandpass	zentraler Bandpass	roter Bandpass	Quelle
CaT	503	8474.000 8563.000 8619.000 8700.000 8776.000	8484.000 8577.000 8642.000 8725.000 8792.000		nahes IR Ca Triplet (Cenarro et al. 2001)
PaT	503	8484.000 8522.000 8642.000	8513.000 8562.000 8682.000	1.0 1.0 1.0	Paschen Index (Cenarro et al. 2001)
<i>CaT<sub>star</sub></i>	506	8474.000 8563.000 8619.000 8700.000 8776.000 8461.000 8577.000 8730.000	8484.000 8577.000 8642.000 8725.000 8792.000 8474.000 8619.000 8772.000		CaT* Index von Cenarro et al.(2001) (Paschen-korrigierte nahes-IR Ca Triplet)
CaT1	501	8474.000 8563.000 8619.000 8700.000 8776.000 8484.000	8484.000 8577.000 8642.000 8725.000 8792.000 8513.000		1ste Linie des CaT
CaT2	501	8474.000 8563.000 8619.000 8700.000 8776.000 8522.000	8484.000 8577.000 8642.000 8725.000 8792.000 8562.000		2te Linie des CaT
CaT3	501	8474.000 8563.000 8619.000 8700.000 8776.000 8642.000	8484.000 8577.000 8642.000 8725.000 8792.000 8682.000		3te Linie des CaT

tinuumsbänder und drei zentrale Bänder, je eine für jede Ca Linie (Ca1, Ca2 und Ca3), definiert. Um das CaT in allen Spektraltypen untersuchen zu können, musste für die Paschen Serie ebenfalls ein Index (PaT) definiert werden, welcher die Tiefe der Paschen Linien, frei von Überlagerung mit Ca Linien, angibt. Die Kontinuumsbänder sind die gleichen wie bei CaT, während die Spektrallinienbänder (Pa1, Pa2 und Pa3) durch die Linien P17, P14 und P12 der Serie bestimmt werden. Es gilt:

$$CaT = Ca1 + Ca2 + Ca3 \quad (3.2)$$

und

$$PaT = Pa1 + Pa2 + Pa3 \quad (3.3)$$

Außerdem definierten Cenarro et al. einen neuen Ca Triplet Index,  $CaT^*$ , welcher die Tiefe der Paschen Linien korrigierten Ca II Linien wiedergibt. Dabei sollten zwei Dinge beachtet werden. Erstens, der Wert des  $CaT^*$  sollte bei den späten Spektraltypen dem Wert des  $CaT$  sehr ähnlich sein. Zweitens, wenn der wahre Wert des  $CaT$  in heißen Sternen sehr gering ist oder gleich Null, so soll der  $CaT^*$  Index für die frühen Spektraltypen zu Werten um Null herum tendieren.  $CaT^*$  lässt sich folgendermaßen darstellen:

$$CaT^* = CaT - 0.93PaT \quad (3.4)$$

Dieser *generic index* besteht aus fünf Kontinuumsbändern, sechs Spektralbändern und zwei verschiedenen multiplikativen Faktoren (1.00 und -0.93).

### 3.2.7 Das Verhalten der Indizes gegenüber einigen Effekten

#### 3.2.7.1 Spektrale Auflösung und Verbreiterung der Geschwindigkeitsdispersion

Es zeigt sich, dass die Abhängigkeit der  $CaT^*$  gegenüber der Verbreiterung der Geschwindigkeitsdispersion um einiges geringer ist als bei  $CaT$  und  $PaT$ . Erklären lässt sich das durch die Kompensation der Verbreiterung bei der Errechnung von  $CaT^*$  Index. Dieser Effekt sollte als ein zusätzlicher Pluspunkt für die Verwendung von *generic indices* bei der Vermessung von Spektrallinien betrachtet werden.

#### 3.2.7.2 Flusskalibrierung

Es existiert keine exakte Möglichkeit die Abhängigkeit der Indizes von der Ungenauigkeit der relativen Flusskorrektur zu berechnen, da dies nicht nur von der Indexdefinition, sondern auch von der Leistungskurve der instrumentalen Konfiguration abhängt.

#### 3.2.7.3 Himmelskorrektur

Ein großes Problem bei der Vermessung von Spektrallinien im nahen IR, sind Emissionslinien aufgrund von OH-Radikalen und Absorptionslinien, durch den Wasserdampf und andere Moleküle. Die Aufhebung dieser Effekte beruht auf dem Vertrauen der Abwesenheit von systematischen Fehlern in der Datenreduktion. Zu beachten ist die Nutzbarkeit von Fehlerbildern zusammen mit der Verwendung von *error weight least-squares fits*, für die Bestimmung des Pseudo-Kontinuums, zur Minderung der Himmelsreste in der Bestimmung der *generic indices*.

### 3.2.8 Fehlerberechnung

#### 3.2.8.1 Statistische Fehler

Es existieren drei Quellen für statistische Fehler: die Photonenstatistik, die Flusskalibration und der zusammenhängende Effekt von Wellenlängenkorrektur und Unsicherheiten in der Radialgeschwindigkeit. Den geschätzten statistischen Fehler erhält man für den  $i$ -ten Stern durch die Formel:

$$\sigma^2[I_a]_{\text{geschätzt},i} = \sigma^2[I_a]_{\text{Photon},i} + \sigma^2[I_a]_{\text{Fluss},i} + \sigma^2[I_a]_{\text{Wellenlänge},i} \quad (3.5)$$

wobei  $I_a$  als Platzhalter für einen Index steht.

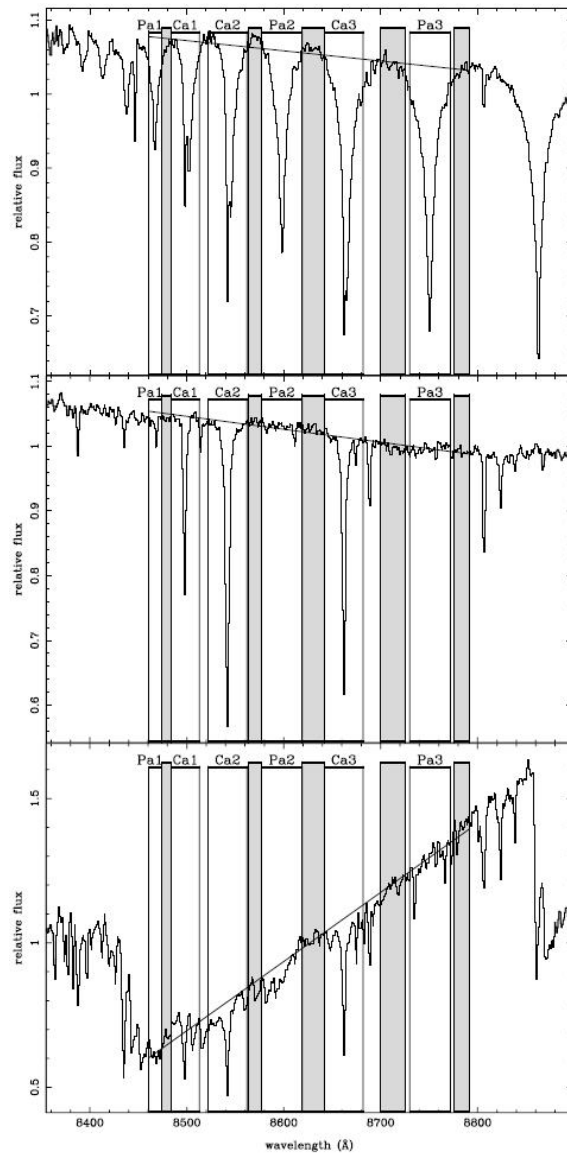
- **Photonenstatistik und Ausleserauschen:** Zur Reduktion verwendeten Cenarro et al. das Reduktionspackage  $R_E D_m^{uc} E$ , welches Fehlerbilder zu Beginn des Reduktionsprozesses erstellt und in diese auch alle Bearbeitungen der Datenbilder, nach dem Gesetz der Fehleraddition, inkludiert. So lässt sich jedem Spektrum sein eigenes Fehlerbild zuordnen, welches zur Ableitung eines seriösen Photonenfehlers ( $\sigma[CaT*]_{\text{Photon}} = 0.158$ ,  $\sigma[CaT]_{\text{Photon}} = 0.222$  und  $\sigma[PaT]_{\text{Photon}} = 0.140$ ) im Index führt ( $\sigma[I_a]_{\text{Photon}}$ ).
- **Flusskalibration:** In all den Beobachtungsnächten wurden Standardsterne aufgenommen, um aus all den einzelnen Kurven, für die Flusskalibration, eine mittlere zu berechnen. Parallel dazu wurden die Indizes unter Verwendung der mittleren Kurve vermessen. Der Fehler in der Flusskalibration ( $\sigma[CaT*]_{\text{Fluss}} = 0.033$ ,  $\sigma[CaT]_{\text{Fluss}} = 0.059$  und  $\sigma[PaT]_{\text{Fluss}} = 0.057$ ) ist gegenüber dem Photonenfehler vernachlässigbar.
- **Wellenlängenkalibration und Radialgeschwindigkeit:** Bei der Betrachtung der Wellenlängenkalibration zeigt sich ein Unterschied in den Spektren innerhalb der gleichen Nacht und zwischen Spektren verschiedener Nächte. Der Unterschied innerhalb einer Nacht ergibt sich anhand der Ungenauigkeiten in den publizierten Radialgeschwindigkeiten und der statistischen Position des Sterns gegenüber dem Spektrographenspalt. Um diesen Fehler aufzuheben, wurde jeder *library star* mit seinem aktuell ausgewerteten Spektrum erneut korreliert. Somit ergibt sich ein Fehler in der Wellenlänge von  $\sigma[CaT*]_{\text{Wellenlänge}} = 0.003$ ,  $\sigma[CaT]_{\text{Wellenlänge}} = 0.159$  und  $\sigma[PaT]_{\text{Wellenlänge}} = 0.003$ .

#### 3.2.8.2 Systematische Fehler

Die Hauptquellen für einen systematischen Fehler liegen in der spektralen Auflösung, Flusskalibration und Himmelskorrektur:

- **Spektrale Auflösung:** Die neuen Indizes sind dem Effekt des *broadening* unempfindlich innerhalb einer großen Bandbreite an FWHM-Werten.
- **Flusskalibration:** Wegen der Möglichkeit, der Änderung des spektrographischen Systems während der verschiedenen Beobachtungsnächte, wurden alle Spektren anhand der Bedingungen der ersten Nacht korrigiert.
- **Himmelskorrektur:** Die Belichtungszeit der meisten *library stars* ist kurz genug um keine Himmelskorrektur vornehmen zu müssen. Bei jenen Sternen, welche eine längere Belichtungszeit benötigten, wurde die Himmelskorrektur einfach abgezogen. Da keinerlei Schlieren zu sehen waren, wurde diese Korrektur als ausreichend genau angenommen. Somit fällt der auftretende Fehler, so wie einige andere Systemfehler, auch in den Bereich der *final errors*.





**Abbildung 3.2:** CaT und PaT Indices in verschiedenen Spektraltypen. Die Spektren stammen von den Sternen (von oben nach unten): HD 161817 (A2 VI), HD 25329 (K1 Vsb) und HD 148783 (M6 III). Die grauen und weißen Bänder stellen Kontinuums- und Spektralbänder dar. Die Linie zeigt das hergeleitete Pseudo-Kontinuum.



# Kapitel 4

## Verwendete Programme

### 4.1 *ESO-MIDAS*

Das *ESO-MIDAS* (*midas*) System bietet dem Nutzer generelle Werkzeuge zur Bildbearbeitung und Datenreduktion mit einem Schwerpunkt auf der astronomischen Verwendung. Dieser Schwerpunkt macht sich, durch eingefügte Beobachtungs- und spezielle Reduktionspakete für die ESO Instrumente am Observatorium La Silla und dem VLT am Observatorium Paranal bemerkbar. Zusätzlich beinhaltet es Anwendungspakete für stellare Photometrie und Flächenphotometrie, zur Bildbearbeitung, Statistik und vieles mehr. Verwendung findet *midas* unter den Betriebssystemen *OpenVMS* und *UNIX (Linux)*.

Die für diese Arbeit verwendeten Pakete, waren die Bildbearbeitung und mathematischen Funktionen. Sie ermöglichten es, einzeilige Spektren auf die benötigte Zeilenanzahl aufzublasen, die Weltkoordinaten der gleichzeitig verwendeten Bilder zu vereinheitlichen und anschließend die Korrekturbilder für das Rauschen über folgende Formel

$$Rauschen = \sqrt{\frac{1}{1.85(\text{Spektrum des Objekt} + \text{Spektrum des Hintergrunds})} + 25}$$

zu erstellen.

### 4.2 *indexf*

Das Programm misst die Ausprägung der Spektrallinien in vollständig korrigierten, d.h. relative Fluss- und Wellenlängenkorrektur, Spektren im FITS-Format. Die einzelnen Linien, welche mit Hilfe von *indexf*, ausgelesen werden können, benötigen kein

absolut flusskorrigiertes Bild. Sollte kein flusskorrigiertes Bild vorhanden sein, sollten die abgeleiteten Indizes in ein passendes spektrometrisches System übertragen werden.

### 4.2.1 Fehlerabschätzung

Das Programm schätzt mittels einer Fehlerfortpflanzung aus den statistischen Fehlern, den Auflösungsfehler für die Indizes, ab. Diese Option ist allerdings nur dann vorhanden, wenn *indexf* ein Fehlerspektrum im FITS-Format eingegeben wird. Dieses Fehlerspektrum muss Bias korrigiert sein und die Standardabweichung für jedes einzelne Pixel des Spektrums enthalten. Außerdem berücksichtigt das Programm Effekte durch die Fehler in der Radialgeschwindigkeit.

Sollte kein Fehlerspektrum vorliegen, so können numerische Simulationen mit synthetischen Fehlerspektren, welche später vom originalen Datenspektrum erstellt werden und statistisch generiertem S/N-Verhältnis, durchgeführt werden.

### 4.2.2 Indexdefinition

Alle Indizes mit welchem *indexf* arbeitet, sind in der Tabelle C aufgelistet. Die erste Spalte beinhaltet die Namen der Indizes. In der zweiten Spalte, welche mit Typ betitelt ist, steht eine Zahl, welche die Identifikation des Typs der Spektrallinienneigenschaften erlaubt. Der Zahlencode für diese Identifikation ist in der folgenden Tabelle 4.1 erklärt: Die zwei klassischen Spektralliniertypen (*molecular* und *atomic*),

**Tabelle 4.1:** Die Tabelle gibt den Code für die Tabelle C wieder.

Indexcode	Indextyp	Beispiele
1	molecular	CN1, CN2, Mg1, Mg2, TiO1, TiO2,...
2	atomic	Ca4227, G4300, Fe4668, Hbeta, Fe5270, Fe5335,...
3	D4000-like	D4000
4	B4000-like	B4000
5	color-like	infrared $CO_{KH}$
$101 \leq n \leq 9999$	generic	CaT, PaT, CaT*
$-99 \leq n \leq 2$	slope	sTiO

welche in der Literatur am häufigsten Verwendung finden, werden mit Hilfe dreier Bandpässe, welche in den nächsten Spalten der Tabelle stehen, definiert. Unter den meist verwendeten Sets von *molecular* und *atomic* Indizes ist das Lick/IDS System.

Die zwei Typen von diskontinuierlichen Indizes werden beispielhaft durch D4000 und B4000 erläutert. Beide Indizes sind als das Verhältnis zweier integrierter Flüsse naher Bandpässe definiert. Der Unterschied zwischen D4000 und B4000 ähnlichen

Indizes ist der Weg, in der die Flüsse der Bandpässe aufintegriert werden. In D4000 ähnlichen Indizes und wegen historischer Gründe, wird der totale Fluss in jedem Bandpass als das Integral

$$\int Fluss(v)d(\lambda) = \int \lambda^2 Fluss(\lambda)d(\lambda)$$

berechnet, erweitert über den Wellenlängenbereich des betrachteten Bandpasses. Der totale Fluss der B4000 ähnlichen Indizes hingegen wird durch das intuitivere Integral

$$\int Fluss(\lambda)d(\lambda)$$

berechnet.

Ein Vertreter des *color-like* Index, definiert durch zwei Bandpässe als  $-2.5\log_{10}*[Fluss_{blau}/Fluss_{rot}]$ , ist der CO Index bei  $2.1\mu m$ .

Die gewöhnlichen Indizes bezeichnen die Verallgemeinerung der *atomic* Indizes, mit der Möglichkeit der Verwendung einer beliebigen Anzahl von Kontinuen und spektralen Bandpässen. Dieser neue Typ wurde zur empirischen Kalibration des nahen IR Ca Triplets eingeführt. Die Zahl des "Codes" in der zweiten Spalte der Tabelle errechnet sich aus

$$Code = NCx100 + NF,$$

wobei NC für die Anzahl an Kontinuen Bandpässe und NF für die Anzahl der spektralen Bandpässe steht. Für diese Art von Index wird die Wellenlänge, welche jeden Bandpass definiert, in verschiedenen Reihen in der Tabelle angegeben, beginnend mit dem Kontinuum Bandpässen. Dabei ist zu beachten, dass die Reihen des spektralen Bandpasses - dritte Spalte - den entsprechenden Koeffizienten beinhaltet, welcher auf jeden Bandpass angewendet werden muss.

Die *slope* Indizes werden aus dem Fit einer Geraden durch eine beliebige Anzahl von Bandpässen (zwischen 2 und 99) abgeleitet. Die Zahl des Codes gibt die Zahl der Bandpässe mit einem negativen Vorzeichen wieder. Die abgeleiteten Indizes entsprechen dem Verhältnis der zwei Flüsse, ermittelt aus der zentralen Wellenlänge der roten und blauen Bandpässe.

### 4.2.3 Anwendung des Programms

Durch das Ziel, dieses Programm in andere möglichst einfach einfügen zu können, wurde *indexf* unter der Annahme geschrieben, dass die Information durch eine Kommandozeile eingegeben wird. Die Befehle der Kommandozeile stehen gleichzeitig für die Variablen des Programms. Eine vollständige Liste der Schlüsselwörter (= Variablenpaare) lässt sich durch Eingeben des Programmnamens abrufen.

Die für diese Arbeit notwendige Kommandozeile lautete zum Beispiel:

```
indexf if=dE2.fits,705,804 index=CaT ief=noise.fits rv=2018.15,2.95  
> CaT.dat
```

Um die Daten für den jeweiligen Index zu erlangen, muss bei dem Befehl „if“ der Name des jeweiligen Spektrums, sowie die Pixelzeilen von - bis angegeben werden. Unter Index wird der gewünschte Index (CaT, PaT oder CaT\*) ausgewählt. Der Befehl „ief“ steht für das Fehlerbild und bei „rv“ wird die Radialgeschwindigkeit mit ihrem Fehler angegeben, sollte diese konstant gehalten werden.

# Kapitel 5

## Umgebung des Galaxiensamples

Um einen Überblick zu bekommen in welcher Umgebung die ausgewählten Zwerggalaxien liegen, soll hier jede der Gruppen und der Fornax-Haufen einzeln behandelt werden. Leider sind die Gruppen NGC5898 und NGC3258 noch nicht so gut erforscht, wie die Gruppe NGC5044 oder gar der Fornax-Haufen. Deswegen finden sich bei diesen Galaxien hauptsächlich Basisdaten wie Koordinaten, Entfernung, Gruppendurchmesser und Leuchtkraft. Die Daten aller Galaxiengruppen und des Fornaxhaufens sind nochmals in der Tabelle D.1 zusammengefasst.

### 5.1 Fornax-Haufen

#### 5.1.1 Allgemeines, Galaxienverteilung und Massenabschätzung

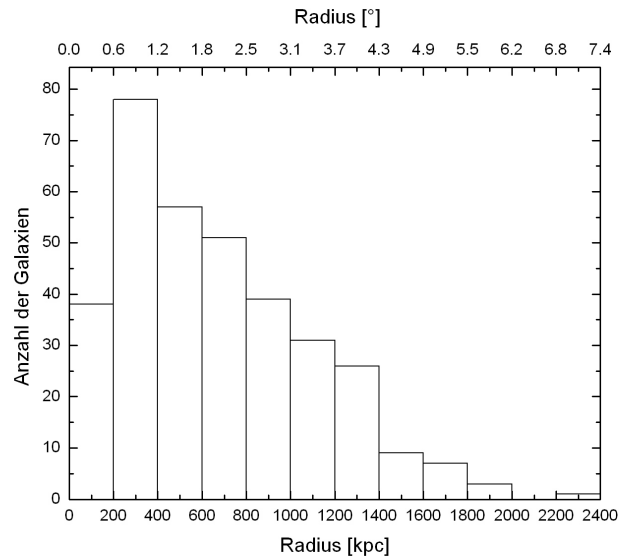
Der Fornax-Haufen, mit der Rektaszension und Deklination von RA  $03h38m30.9s$  und Dec  $-35d27m16s$  (EQ 2000) <sup>1</sup>, ist nach dem Virgo-Haufen der zweitgrößte Galaxienhaufen in der Umgebung der Lokalen Gruppe, mit 340 wahrscheinlichen Mitgliedern und liegt in einer Entfernung von etwa  $18.6 Mpc$ . Der Radius des Haufens beträgt  $2.3 Mpc$ . Mit Hilfe des Galaxienkatalogs von Ferguson [FERGUSON 1989a] erhält man eine Galaxiendichte für den Fornax-Haufen, welche sich auf die innersten  $3.5^\circ$  bezieht.

Die Galaxientypverteilung lässt sich aus der anschließenden Tabelle von Ferguson [FERGUSON 1989b] sehr klar erkennen. Dabei wurde die Galaxienverteilung innerhalb eines Radius' von  $3.5r_c$  des Fornax-Haufens, der des Virgo-Haufens gegenübergestellt, um einen direkten Vergleich zu erhalten. Es zeigt sich deutlich die

---

<sup>1</sup>Die Koordinaten und die Entfernung wurden aus der NED-Datenbank entnommen. Die Anzahl der Mitglieder stammt aus dem Fergusonpaper [FERGUSON 1989a].

R [kpc]	R [°]	Anzahl
200	0.6	38
400	1.2	78
600	1.8	57
800	2.5	51
1000	3.1	39
1200	3.7	31
1400	4.3	26
1600	4.9	9
1800	5.5	7
2000	6.2	3
2200	6.8	0
2400	7.4	1



**Tabelle 5.1:** Die Tabelle stellt die Galaxienanzahl in 200kpc Schritten dar.

**Abbildung 5.1:** Das Diagramm veranschaulicht die Tabelle links. Der Sprung bei 1400kpc könnte durch zu geringe Auflösung zu erklären sein.

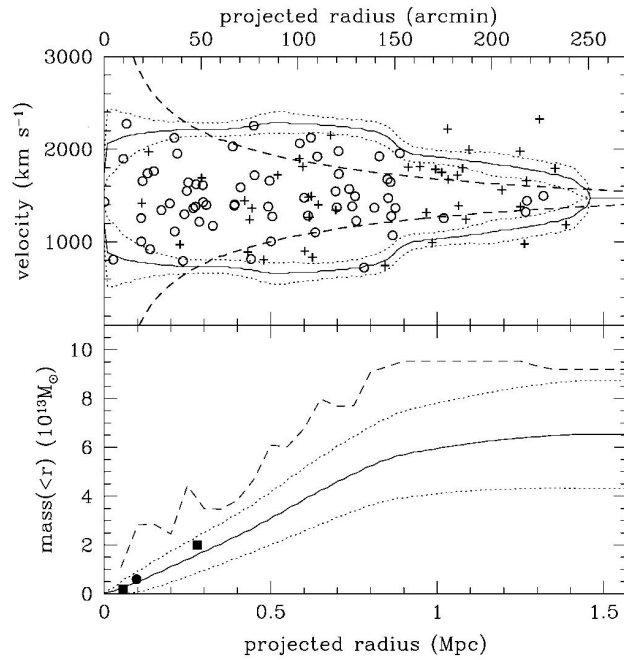
Reichhaltigkeit des Virgo-Haufens. Der Fornax-Haufen besitzt in etwa ein Fünftel der Galaxien des Virgo.

Zeigt sich der Virgo-Haufen von Galaxien des späten Typs dominiert, so wird der Fornax-Haufen eindeutig von den morphologisch frühen Typen dominiert. Einzig der Prozentsatz der zwergelliptischen Galaxien, liegt in beiden Haufen bei 71.5 % und

**Tabelle 5.2:** Galaxienverteilung Virgo-Haufen gegenüber Fornax-Haufen aus dem Paper [FERGUSON 1989b]

Type	Virgo		Fornax	
	N	%	N	%
All	1170	100.0	235	100.0
Spirals	123	10.5	17	7.2
E+S0	71	6.1	23	9.8
dE+dS0	871	74.4	182	77.4
dE	836	71.5	168	71.5
Im	87	7.4	13	5.5





**Abbildung 5.2:** Diese Abbildung aus dem Paper von Drinkwater et al. [DRINKWATER et al. 2001] zeigt im oberen Diagramm die Radialgeschwindigkeit der Fornax-Galaxien gegen den projizierten Radius vom Haufenzentrum aufgetragen. Dabei werden die frühen Galaxientypen mittels Kreisen und die späten Galaxientypen durch Pluszeichen dargestellt. Die durchgezogene Linie und gepunkteten Linien kennzeichnen die Position der Geschwindigkeitsamplitude, wobei die Amplitude den Punkt markiert, an dem die Galaxiendichte unter einen Grenzwert  $\kappa$  sinkt. Die gestrichelten Linien stellen den Ort der Kaustikkurve dar. Das untere Diagramm zeigt ein integriertes Massenprofil des Fornax-Haufens abgeleitet aus dem Geschwindigkeitsamplitudenprofil (durchgezogene und gepunktete Linie), aus der projizierten Virialmassenschätzung (gestrichelte Linie) und aus Röntgenbeobachtungen (Quadrat, Kreis)

ist somit ident. Die Dominierung durch frühe Galaxientypen lässt sich auch in dem Radialgeschwindigkeitsdiagramm von Drinkwater et al. [DRINKWATER et al. 2001] wieder finden.

Das obere Diagramm von Drinkwater et al [DRINKWATER et al. 2001] (Abbildung 5.2) zeigt den projizierten Radius, der gegen die Radialgeschwindigkeit aufgetragen wurde, wobei kein signifikanter Unterschied bezüglich der Geschwindigkeit zwischen Galaxien des frühen Typs und des späten Typs zu erkennen ist.

Beim projizierten Radius hingegen zeigt sich, dass außerhalb von  $0.9 \text{ Mpc}$  kaum noch Galaxien des frühen Typs anzutreffen sind. Der äußere Bereich wird somit von

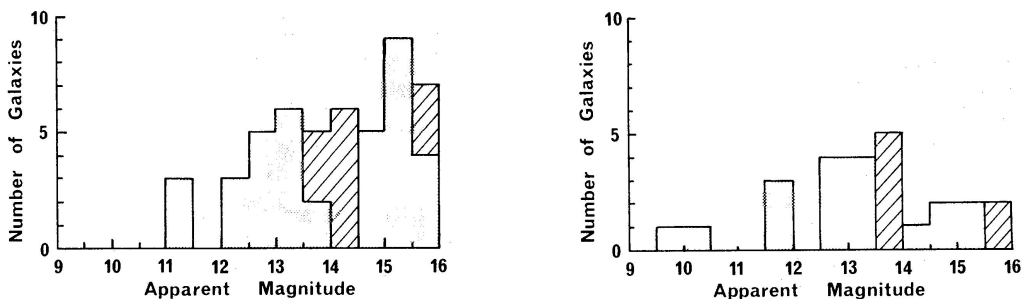
Galaxien des späteren Typs dominiert. Anders sieht es innerhalb der  $0.9 Mpc$  aus. Hier scheinen, bei dem Datensatz von Drinkwater et al., die frühen Typen in einem Verhältnis von 3:1 dominierend zu sein. Bezieht man die Linien der Geschwindigkeitssamplitude (durchgezogen, gepunktet) sowie die Linien der Kausikkurve (gestrichelt) mit ein, so liegen nur Galaxien des späteren Typs außerhalb dieser Linien.

Das untere Diagramm trägt die Masse gegen den projizierten Radius auf. Dabei wurde die Masse auf verschiedene Arten abgeschätzt und mit Beobachtungen verglichen. Unterschiedliche Modelle wurden zur Massenbestimmung verwendet. Einerseits das Geschwindigkeitsamplitudenprofil (durchgezogene und gepunktete Linien) und andererseits die projizierte Virialmassenschätzung (gestrichelte Linie).

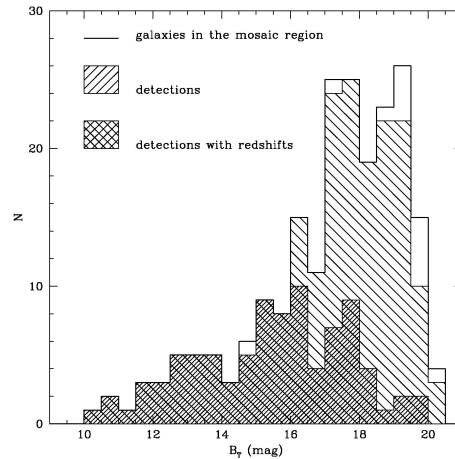
### 5.1.2 Leuchtkraft

Jones et al. [JONES und JONES 1980] stellten bei ihrer Untersuchung des Fornax-Haufens, einen Unterschied zwischen den frühen und späten Galaxientypen, bezüglich der Leuchtkraftfunktion, fest. Während die späten Galaxientypen ihres Samples hauptsächlich im Bereich von 13 – 14 Magnituden liegen (Abbildung 5.3, rechts), liegt das Maximum an frühen Typen bei 15 – 16 Magnituden (Abbildung 5.3, links).

Die Diagramme von Jones et al. stammen aus dem Jahr 1980 und reichen nur bis zu einer Magnitude von 16. Im Jahr 2003 veröffentlichen Karick et al. [KARICK et al. 2003] ein Diagramm mit einer Helligkeitsbeschränkung bei 20.5 Magnituden im V-Filter. In diesem Diagramm werden die einzelnen Galaxientypen nicht getrennt betrachtet, allerdings umfasst es 213 Galaxien aus dem Fornax-Haufen und gibt so die Leuchtkraftfunktion dieses Haufen sehr gut wieder. Der Großteil der Galaxien in dem Diagramm von Karick et al. Abbildung 5.4 liegt in einem Bereich von 15 – 20 Magnituden. Beachtet man die Beobachtungen von Jones et al., so sollte der



**Abbildung 5.3:** Links: Die Leuchtkraftfunktion der frühen Galaxientypen, wobei die gestreifte Fläche die nicht gemessenen Galaxien wiedergibt. Rechts: Die Leuchtkraftfunktion der späten Galaxientypen, wobei ebenfalls die gestreifte Fläche für nicht gemessene Galaxien steht.



**Abbildung 5.4:** Das Diagramm zeigt die Verteilung der  $B_T$  Magnituden der Mitglieder des Fornax Cluster Catalogues (FCC) und Datenauswertung mittels des SEXTRACTOR gegen die Anzahl der Galaxien. Die durchgezogene Linie repräsentiert jene Galaxien, welche von Karick et al. [KARICK et al. 2003] in deren Katalog, in der zentralen Region von  $4 \times 3 \text{ deg}^2$  liegen. Die gestreifte Fläche kennzeichnet die detektierten Objekte und die karierte Fläche gibt den Anteil der Galaxien mit Radialgeschwindigkeit wieder.

Hauptanteil dieser Galaxien, Galaxien des frühen Typs sein.

Die Mehrzahl dieser Galaxien, der schraffierte Bereich, sind Galaxien die beobachtet wurden, allerdings keine gemessene Rotverschiebung beziehungsweise Radialgeschwindigkeit besitzen (kariertes Bereich). Die umfassende Grenzlinie gibt die Gesamtzahl der Galaxien in den einzelnen Bereichen wieder.

### 5.1.3 Interclustermedium

Das *Interclustermedium* (ICM) des Fornax-Haufens zeigt eine asymmetrische Form, welche, laut Scharf et al. [SCHARF et al. 2005], auf Grund der Dynamik dieser Region zustande kommt. Es lässt sich nämlich die Vereinigung mit einer einfallenden Gruppe, entlang einer  $1 \text{ Mpc}$  langen filamentartigen Struktur, beobachten. Der Großteil der Fornax-Galaxien, welche im Röntgen aktiv sind, liegen abseits der Hauptmasse des ICMs, zwischen dem Kern des Fornax-Haufens und dieser einfallenden Struktur. Dies scheint einerseits von diesem Einfall abzuhängen und andererseits mit der Dichte der Umgebung des lokalen ICMs in Zusammenhang zu stehen.

Die Morphologie der ICM-Emissionen, deren Zentrum  $2'$  gegen NGC1399 verschoben ist, ähneln jenen im Fornax-Haufen von Kaltfronten in anderen massereichen Haufen, auf einer Skala von etwa  $0.5 \text{ Mpc}$ . In diesen Fällen ist allerdings die Dichte

der Umgebung des Gases signifikant höher, als die im Fornax-Haufen. Die auffällige Temperaturstruktur (Abbildung 5.6) des Fornax-Haufens zeigt Anzeichen für eine sehr viel kühlere Komponente als die reicheren Haufen. [SCHARF et al. 2005]

#### 5.1.4 Metallizität

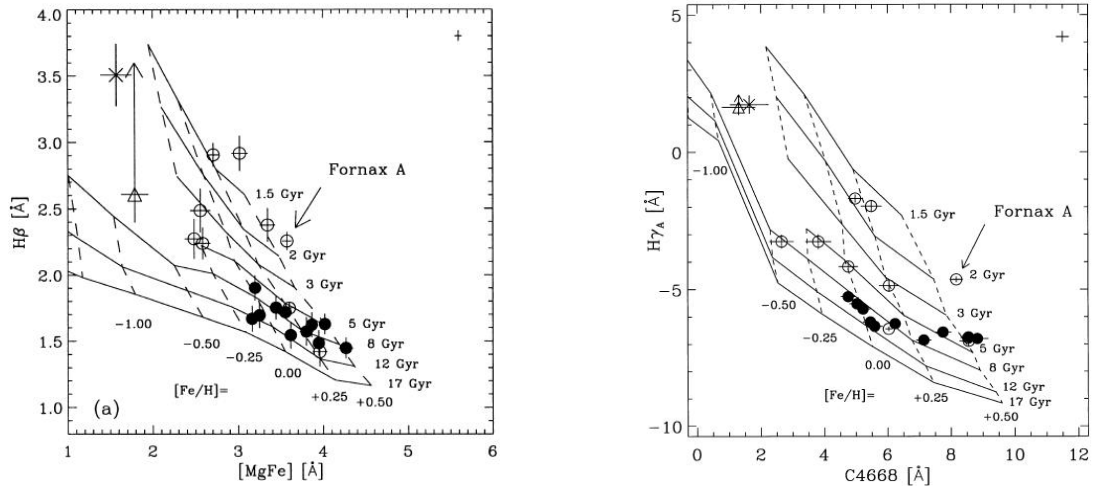
Um eine Metallizitäts- und somit Altersbestimmung im Fornax-Haufen zu machen, haben sich Kuntschner et al. [KUNTSCHNER und DAVIES 1998] 22 Galaxien des frühen Typs aus dem Fornaxkatalog ausgesucht und spektroskopiert. Um die Metallizität und das Alter darstellen zu können, bedienten sie sich der Methode von González [GONZALEZ et al. 1993] und trugen die Indizes  $H_\beta$  und  $[MgFe]$  gegeneinander auf (Abbildung 5.5). Dabei zeigte sich für die elliptischen Galaxien eine schwache Bandbreite in der  $H_\beta$  Absorption und eine mäßige in  $[MgFe]$ . Die S0-Galaxien hingegen zeigen eine größere Spannbreite in den Werten des Diagramms. Sie besitzen typischerweise eine höhere  $H_\beta$  Absorption.

Es stellte sich heraus, dass die Galaxien des Samples von Kuntschner et al. alle etwa gleich alt sind und bei etwa  $8 \pm 4 \text{ Gyr}$  liegen. Dabei variiert die Metallizität der Objekte zwischen sub-solar und dreimal solar. Es zeigte sich, dass die Diagramme von Kuntschner et al. nicht mit jenen von González vergleichbar sind, weil die S0-Galaxien des Fornax-Haufens ein sehr geringes Alter auf Grund der Leuchtkraftgewichtung haben und einen hohen Metallizitätsbereich. Kuntschner et al. vermuteten, dass die hohe  $H_\beta$  Absorption ein Indikator für ein junges „mittleres“ Alter ist. Allerdings geben die Linienindizes nur die integrierten, leuchtkraftgewichteten Verhältnisse in den Galaxien wieder. Das heißt, sowie eine junge Population meist leuchtkräftiger ist als eine alte Population, kann eine massearme junge Population zu einer grundlegenden Änderung in der Ausprägung des Indizes führen, speziell bei  $H_\beta$ .

Aus diesem Grund nützten Kuntschner et al. den empfindlicheren und exakt bestimmten Metallindex C4668 und den Altersindex  $H_{\gamma A}$ , welcher ebenfalls präziser bestimmt und weniger empfindlich gegenüber Kontaminierung durch Emission ist.

#### 5.1.5 Galaxien dieser Arbeit im Fornax-Haufen

Das linke Diagramm der Abbildung 5.6 gibt die Positionen der Zwerggalaxien dieser Arbeit im Fornax-Haufen wieder. Etwa die Hälfte der Zwerggalaxien liegen um die elliptische Galaxie NGC1399 verteilt; von den restlichen Zwerggalaxien besitzt eine eine Deklination größer als  $-37^\circ$  und die anderen drei Galaxien eine Deklination kleiner als  $-34^\circ$ . Auffallend ist, dass nur die drei nördlichen Galaxien des Samples einen kinematisch entkoppelten Kern aufweisen.



**Abbildung 5.5:** Links: Das Diagramm von Kuntschner et al. [KUNTSCHNER und DAVIES 1998] trägt die Äquivalenzbreite von  $H\beta$  gegen die von  $[\text{MgFe}]$  auf und gibt die Alters- und Metallizitätsverteilung der Galaxien des frühen morphologischen Typs (elliptische Galaxien (gefüllte Kreise), S0-Galaxien (offene Kreise)) des Samples wieder. Die Kreuze und Dreiecke stehen für mögliche *post-starburst* und *starburst* Galaxien. Das Kreuz in der rechten oberen Ecke steht für den rms-Fehler beim Transformieren ins Lick-System. Rechts: In diesem Diagramm wird die Äquivalenzbreite von  $\text{C4668}$  gegen  $H\gamma_A$  geplottet. Die negativen  $H\gamma_A$ -Werte weisen nicht auf eine Emission hin, sondern entstehen auf Grund der Definition des Pseudokontinuumbandes.

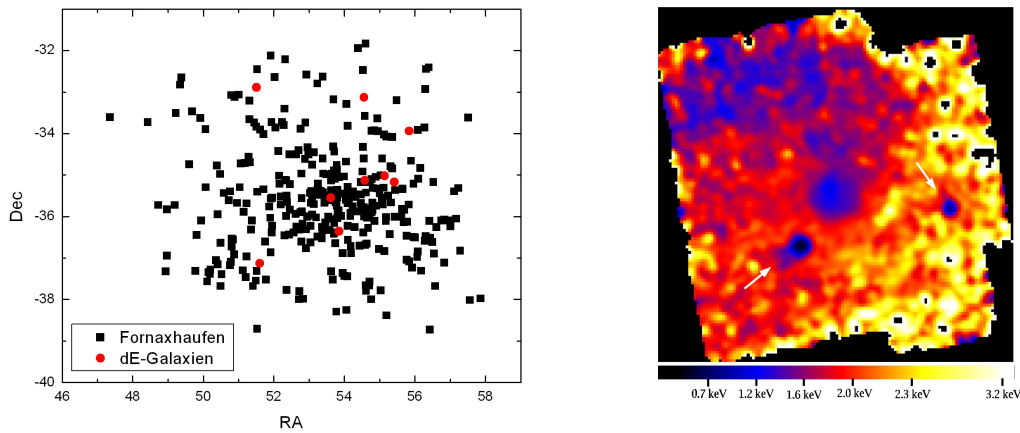
## 5.2 NGC5044

### 5.2.1 Allgemeines, Galaxienverteilung und Massenabschätzung

Die NGC5044-Gruppe liegt bei den Himmelskoordinaten RA  $13h15m24.0s$  und Dec  $-16d23m08s$  (EQ 2000)<sup>2</sup> und somit genauso wie der Fornax-Haufen am Südhimmel. Die Gruppe, welche 111 Mitglieder aufweist, hat einen Gruppenradius von  $0.7 \text{ Mpc}$  und liegt in einer Entfernung von  $36 \text{ Mpc}$ .

Die Tabelle 5.3 zeigt die Typverteilung der Galaxien dieser Gruppe. Die Verteilung der Galaxientypen innerhalb der Gruppe haben Mendel et al. [MENDEL et al. 2008] in zwei Diagrammen anschaulich dargestellt. Das linke Diagramm der Abbildung 5.7 zeigt oben die Anzahl der Galaxien gegen den projizierten Radius der Gruppe aufgetragen. Dabei unterscheiden sie frühe und späte Galaxientypen.

<sup>2</sup>Die Angaben über die Koordinaten, die Ausdehnung und die Entfernung entstammen der NED-Datenbank.



**Abbildung 5.6:** Links: Das Diagramm zeigt die Verteilung der Samplegalaxien im Fornax-Haufen. Die drei Galaxien mit einer Deklination kleiner  $-34^\circ$  sind jene, die einen entkoppelten Kern zeigen. Rechts: Das Diagramm aus dem Paper von Scharf et al. [SCHARF et al. 2005] zeigt die Temperaturverteilung im Fornax-Haufen. Je mehr die Farben von blau ins weiß reichen, desto höher sind die keV-Werte.

Es zeigt sich eine Anhäufung der frühen Galaxientypen innerhalb eines Radius' von  $0.5 \text{ Mpc}$ . Außerhalb dieses Radius' sind kaum noch Galaxien dieses Typs anzutreffen. Die späten Galaxientypen hingegen, scheinen innerhalb eines Radius' von  $1 \text{ Mpc}$ , einer annähernd konstanten Verteilung zu folgen. Dabei ist die Dichte der frühen Galaxientypen innerhalb der  $0.5 \text{ Mpc}$  deutlich höher, als die Dichte der späten Typen. Die zwei unteren Diagramme tragen die *recession* Geschwindigkeit gegen den projizierten Radius auf und zeigen zwischen den Galaxientypen kaum einen Unterschied. Die späten Galaxientypen weisen eine leicht größere Streuung in der Geschwindigkeit auf als die frühen Typen. Es lässt sich allerdings erkennen, dass der Abstand zum Gruppenzentrum umso größer ist, desto näher die Galaxien um die mittlere Gruppengeschwindigkeit verteilt liegen.

Das rechte Diagramm ist genauso aufgebaut wie das linke, es bildet aber nicht den Unterschied zwischen frühen und späten Galaxientypen ab, sondern den Unterschied zwischen normalen Galaxien und Zwerggalaxien. Das obere Diagramm bildet wieder die Anzahl der Galaxien gegen den projizierten Radius ab. Dabei lässt sich erkennen, dass bis hin zu dem Radius von  $0.5 \text{ Mpc}$  deutlich mehr Zwerggalaxien, als normale Galaxien anzutreffen sind und die Anzahl der Galaxien außerhalb dieses Radius' sehr rasch abnimmt. Die Abbildung der Zwerggalaxien ähnelt sehr stark der, der frühen Galaxientypen. Es zeigt sich bei beiden Verteilungen eine Häufung bis zu einem Radius von  $0.5 \text{ Mpc}$  und eine zweite, weniger dichte Anhäufung bei einem

**Tabelle 5.3:** Vergleich der Galaxientypenverteilung in der Gruppe NGC5044 und im Fornax-Haufen aus dem Paper von Ferguson et al. [FERGUSON und SANDAGE 1991]. Diese Verteilung beruht auf der Voraussetzung von  $M_{B_T} \geq -14.5 \text{ mag}$ .

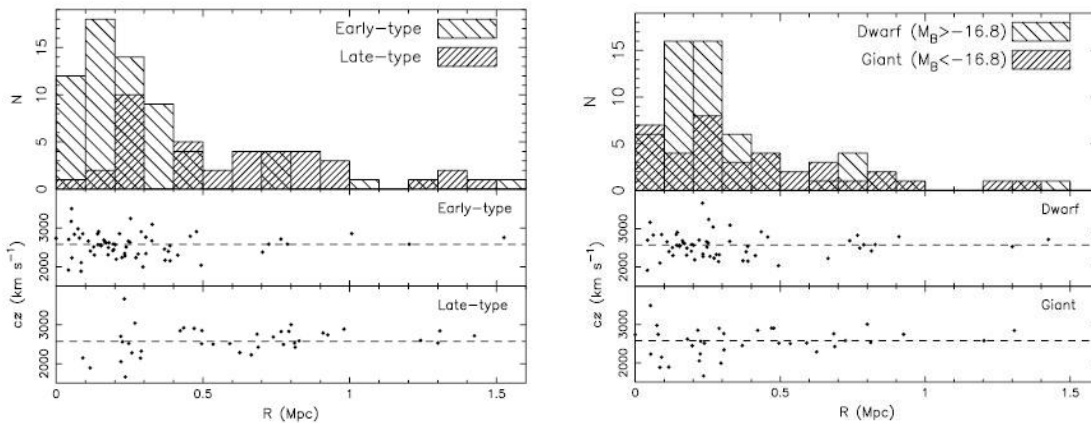
Type	NGC5044		Fornax	
	N	%	N	%
All	91	100.0	173	100.0
E	11	12.5	21	12.2
S0	8	9	18	10.3
dE	28	31.3	22	12.5
dE,N	18	20.2	47	27.3
dS0	2	2.4	15	8.9
Sa-Scd	6	6.4	20	11.6
Sd-Im	14	15.0	24	13.7
BCD	2	2.1	4	2.6
Other	1	1	2	0.9

projizierten Radius von  $0.8 \text{ Mpc}$ . Dies zeigt, dass wohl ein Großteil der Zwerggalaxien vom frühen morphologischen Typ sind. Ähnlich verhält es sich mit den normalen Galaxien. Diese erstrecken sich bis zu einem Radius von  $1 \text{ Mpc}$  und weisen eine höhere Streuung in der Geschwindigkeit auf, als die Zwerggalaxien. Dies stimmt mit der Darstellung der späten Galaxientypen annähernd überein. Ein Unterschied liegt in der Anzahl der Galaxien, welche als normal identifiziert wurden. Im zentralen Bereich sind mehr normale Galaxien vom späten morphologischen Typ zu erkennen, das zeigt, dass nicht nur dieser Typ im zentralen Bereich vorliegt, sondern auch die des frühen Typs.

Die Massenabschätzung für die Galaxiengruppe erfolgte auf mehreren Wegen und von verschiedensten Arbeitsgruppen. Mendel et al. verglichen ihr eigenes dynamisches Modell mit einem weiteren dynamischen und drei auf Grund von Röntgenbeobachtungen. Da diese Modelle sich nicht ohne weiteres vergleichen ließen, mussten sie erst auf eine Standardmassenskala normalisiert werden. Es lässt sich erkennen, dass die Massen welche Betoya-Nonesa et al. [BETOYA-NONESA et al. 2006] errechnet haben, sehr schön mit dem Trend übereinstimmt, welcher sich ergibt, wenn die Massen der dynamischen Modelle gegen die der Röntgenbeobachtungen aufgetragen werden. Die Masse von Betoya-Nonesa et al. liegt bei etwa  $5.1 \times 10^{13} M_{\odot}$ .

### 5.2.2 Leuchtkraft

Bei den verschiedensten Untersuchungen von Farbhelligkeitsdiagrammen (FHD) früher Galaxientypen, zeigte sich ein Zusammenhang zwischen der Masse der Galaxien



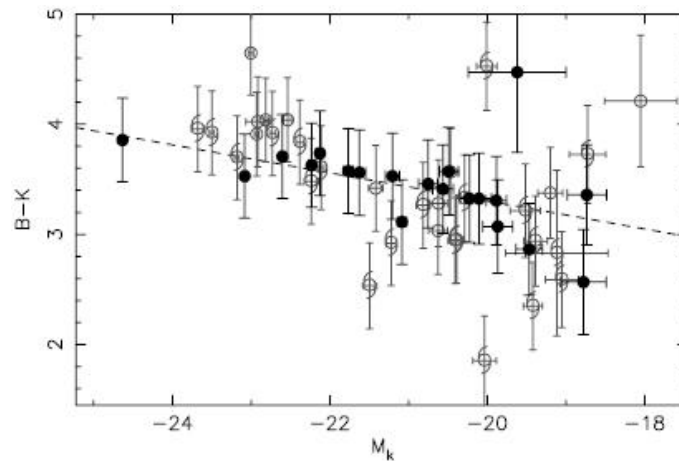
**Abbildung 5.7:** Links: Im obigen Diagramm ist die Anzahl der Galaxien des frühen Galaxientyps (grob links geneigt gestreift) und des späten Galaxientyps (fein rechts geneigt gestreift) gegen den Radius aufgetragen. Das mittlere Diagramm zeigt die Gegenüberstellung Geschwindigkeit gegen Radius für die frühen Galaxientypen. Die gleiche Gegenüberstellung zeigt das letzte Diagramm für die frühen Galaxientypen. Rechts: Hier werden stets die gleichen Parameter wie bei dem linken Diagramm aufgetragen, allerdings ist die Unterscheidung nicht in frühe vs. späte Galaxientypen, sondern Zwerggalaxien ( $M_B > -16.8$ ) vs. normale Galaxien ( $M_B < -16.8$ ).

und ihrer Farbe. Je massereicher und heller die Galaxien sind, desto roter erscheinen sie. Studien zum physikalischen Ursprung des FHDs zeigten, dass dieses Diagramm in erster Linie eine Relation zwischen Masse und Metallizität wiedergibt. (Papers zu diesem Themen bei Mendel et al. [MENDEL et al. 2008].)

Die Abbildung 5.8 stellt das FHD der NGC5044 Gruppe aus dem Paper von Mendel et al. dar, wobei elliptische Galaxien als gefüllte Kreise, S0-Galaxien als ungefüllte Kreise und Galaxien des späten Typs als Spiralen abgebildet werden. Jene vier Galaxien, mit einem  $K - B \geq 4.6$ , weichen vom allgemeinem Trend etwas ab. Dies liegt wahrscheinlich daran, dass drei der Galaxien, die beiden S0 und die Spiralgalaxie, *edge on* gesehen werden und somit die starke Rotverfärbung am Staub in der Scheibe liegen könnte. Die vierte Galaxie, die elliptische Galaxie, ist mit einem großen Fehler im K-Band behaftet und Mendel et al. nehmen an, dass dies der Grund für die starke rote Farbe ist.

Betrachtet man die Verteilung der Galaxien im FHD so ist die leuchtkräftigste Galaxie eine elliptische Galaxie, welche eine Magnitude heller ist als die leuchtkräftigste Spiralgalaxie. Bis zu einer absoluten Magnitude von -22 dominieren die Spiralgalaxien eindeutig das Farbenhelligkeitsdiagramm, anschließend steigt der prozentuelle Anteil der elliptischen Galaxien deutlich an.





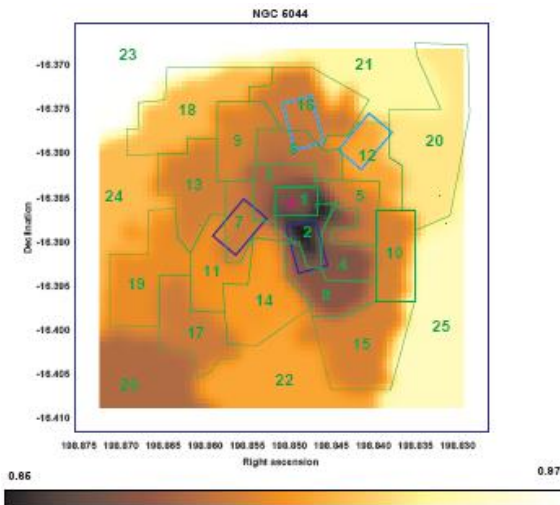
**Abbildung 5.8:** Das Diagramm von Mendel et al. [MENDEL et al. 2008] zeigt ein Farbhelligkeitsdiagramm der Gruppe NGC5044. Die elliptischen Galaxien werden als gefüllte Kreise dargestellt, die S0-Galaxien als ungefüllte Kreise und die späten Galaxientypen als Spiralen. Die gestrichelte Linie stellt den besten Fit für die frühen Galaxientypen dar.

Der Trend, welcher sich in der Verteilung recht schön ergibt, passt sehr gut zu den bisherigen Analysen von B-K Farbhelligkeitsdiagrammen. Zu beobachten ist außerdem, dass die Zwerggalaxien dieses Samples von Mendel et al. im Durchschnitt um etwa  $0.4\ mag$  blauer sind, als die meisten massereichen Galaxien.

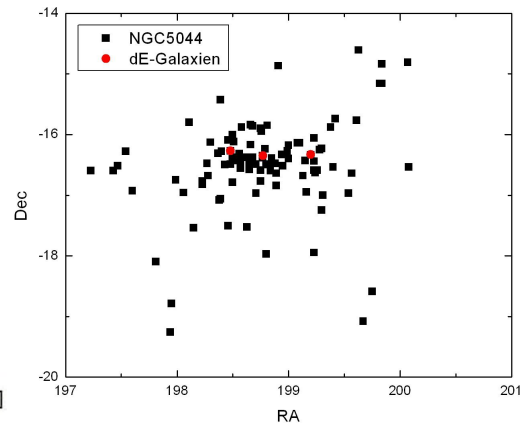
### 5.2.3 Röntgenegas

Gastaldello et al. [GASTALDELLO et al. 2008] führten eine Beobachtung *Chandra* und *XMM* in der Gruppe NGC5044 durch und konnten aus diesen Beobachtungen einige Schlüsse ziehen. Die Gruppe zeigt einige Besonderheiten: Neben zwei Löchern, welche in der Röntgenstrahlung gefunden wurden, verstärkt sich der Verdacht eines neuen Ausbruchs, durch das Ausmaß und die Morphologie von  $H_\alpha$  und Staubemission. Die Anwesenheit von kühlen filamentartigen Röntgenemissionen, parallel mit dem  $H_\alpha$  und den Staubemissionen, bekräftigt die Vermutung, dass eine durch Staub gestützte Kühlung zur  $H_\alpha$ -Emission beiträgt. Ebenso vermuten Gastaldello et al. in der Anwesenheit von zwei kalten Regionen und einer pekuliaren Geschwindigkeit der zentralen Galaxien NGC5044 eine Störung eines allgemein relaxiertem Systems durch *Merging* mit einer kleineren Satellitengalaxie.

Die Abbildung 5.9 gibt die Temperaturverteilung im zentralen Bereich der Gruppe wieder. Die Farben verlaufen von  $0.65\ keV$  im schwarzen Bereich bis zu einer Temperatur von  $0.97\ keV$  im weißen Bereich. Das rote Plussymbol markiert das



**Abbildung 5.9:** Die Abbildung aus dem Paper von Gastaldello et al. [GASTALDELLO et al. 2008] zeigt die Temperaturverteilung des zentralen Bereichs der Gruppe. Das Pluszeichen markiert das Zentrum der Gruppe.



**Abbildung 5.10:** Das Diagramm zeigt die Lage der untersuchten Zwerggalaxien in der Gruppe NGC 5044.

Zentrum der Gruppe. [GASTALDELLO et al. 2008]

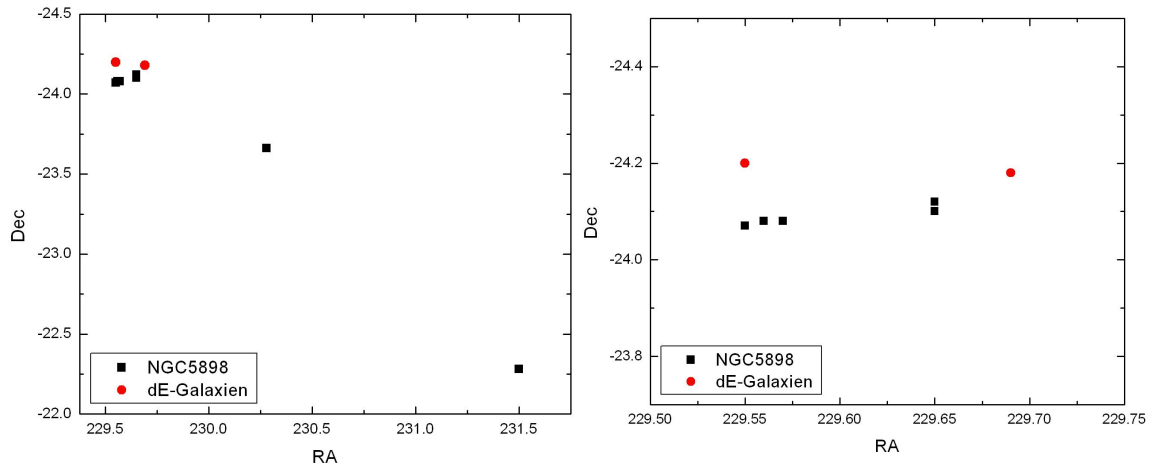
## 5.2.4 Galaxien dieser Arbeit in der Gruppe NGC 5044

Dieses Diagramm soll die Lage, der in dieser Arbeit untersuchten Zwerggalaxien in der Gruppe NGC 5044 widerspiegeln. Die drei behandelten Zwerggalaxien liegen im zentralen Bereich der Gruppe und nur eine dieser Galaxien weist einen kinematisch entkoppelten Kern auf.

## 5.3 NGC 5898

Die Galaxiengruppe NGC 5898 mit ihren sieben Mitgliedern liegt bei den Koordinaten RA  $15^{\text{h}}19^{\text{m}}37.1^{\text{s}}$  und Dec  $-23^{\text{d}}50^{\text{m}}36^{\text{s}}$  (EQ 2000)<sup>3</sup>. Die Gruppe befindet sich in einer Entfernung von etwa  $31 \text{ Mpc}$  [GOURGOULHON et al. 1992] und hat einen Radius von  $1.2 \text{ Mpc}$  [TONRY et al. 1997] ohne ESO 582-12 liegt der Radius bei  $0.2 \text{ Mpc}$

<sup>3</sup>Die Koordinaten sind aus der NED-Datenbank übernommen.



**Abbildung 5.11:** Links: Das Diagramm zeigt die Lage der zwergelliptischen Galaxien in der Gruppe NGC5898. Rechts: Dieses Diagramm zeigt die Gruppe ohne IC 4538 und ESO 582-12.

Neben den bereits genannten Daten zu der Gruppe, lassen sich nur wenig weitere finden. In dem Paper von Gourgoulhon et al. [GOURGOULHON et al. 1992] findet sich neben der absolute Leuchtkraft im B-Filter  $L_B 11.5 \times 10^{10} L_\odot$  auch eine Angabe zum Masse-Leuchtkraft-Verhältnis von 40 [ $M_\odot/L_\odot$ ] der Gruppe. Die aus diesen beiden Angaben errechnete Masse für die Gruppe liegt bei  $4.6 \times 10^{12} M_\odot$ .

### 5.3.1 Galaxien dieser Arbeit in der Gruppe NGC5898

Wie auch bei den anderen Gruppen soll das Diagramm 5.11 die Position der betrachteten Zwerggalaxien in der Gruppe darstellen. Da es wirkt, als würden die Galaxien IC 4538 und ESO 582-12 durch ihre Lage nicht zur Gruppe gehören, wurden die NED-Daten zu den einzelnen Galaxien abgefragt. Diese zeigten, dass die Galaxie IC 4538 nicht nur durch ihre Koordinaten, sondern auch von der Entfernung, beziehungsweise Rotverschiebung nicht in die Gruppe hineinpasst. ESO 582-12 hingegen, scheint zwar wegen ihrer Koordinaten nicht zur Gruppe zu gehören, doch die Rotverschiebung der Galaxie passt zu denen der Gruppengalaxien. Bei der Betrachtung der Rotverschiebung, der Galaxien fällt auf, dass die Galaxie NGC5903, welche ebenfalls als zur Gruppe gehörig identifiziert wurde, was auch durch die HI-Beobachtungen aus dem Paper von Appleton et al. [APPLETON et al. 1990] belegt wird, deutlich abweicht. In der Literatur sind mehrere Angaben zur Rotverschiebung von NGC5903 zu finden. Die Entfernung für die Galaxien variieren im Bereich von 23 – 34 *Mpc*.

Name	RA [h:m:s]	Dec [d:m:s]	z	v [kms <sup>-1</sup> ]
2MASX J15181318-2404586	15:18:13.2	-24:04:59	0.007538	2260
2MASX J15181573-2404556	15:18:15.8	-24:04:56		
NGC 5898	15:18:13.5	-24:05:53	0.007078	2122
Eso 514-3	15:18:35.9	-24:07:12	0.007822	2345
NGC 5903	15:18:36.5	-24:04:07	0.008556	2565
IC 4538	15:21:11.6	-23:39:30	0.00953	2857
ESO 582-12	15:26:08	-22:16:57	0.007749	2323

**Tabelle 5.4:** Die Tabelle listet die Galaxien auf, welche in der NED-Datenbank und im Paper von Gourgoulhon et al. als Mitglieder der Gruppe geführt werden.

## 5.4 NGC3258

Die Galaxiengruppe NGC3258 liegt bei den Koordinaten RA  $10h23m32.8s$ , Dec  $-34d45m30s$  (EQ 2000) einer Entfernung von etwa  $38 Mpc$ <sup>4</sup> und besitzt einen Radius von  $2.5 Mpc$ .

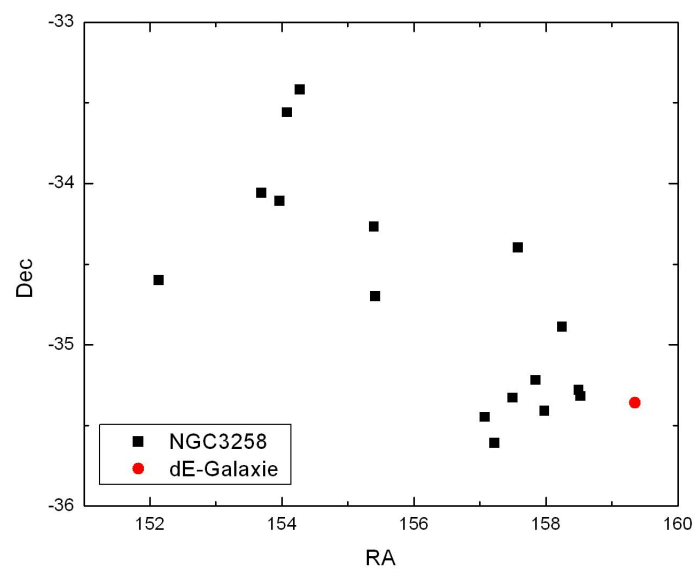
Weitere Daten ließen sich aus dem Paper von Pedersen et al. aus dem Jahr 1997 [PEDERSEN et al. 1997] entnehmen. Durch ihre Röntgenbeobachtungen mit Hilfe des ASCA-Satelliten konnten sie eine Leuchtkraft der Gruppe im B-Filter bestimmen. Diese liegt bei  $6.2 \times 10^{10} h_{50}^{-2} L_{\odot}$ . Neben der Leuchtkraft berechneten sie anhand einer Masse-Leuchtkraft-Abschätzung von  $8 h_{50} (M/L_B)_{\odot}$  die Galaxienmasse der Gruppe und erhielten einen Wert von  $M_{gal} = 0.71 \times 10^{12} h_5 0^{-1} M_{\odot}$ .

Durch die gute räumliche und spektrale Auflösung der Beobachtungen war es ebenfalls möglich eine Temperatur von  $kT = 1.90_{-0.21}^{+0.18} keV$  und eine Metallizität von  $z = 0.11_{-0.15}^{+0.10}$  der Gruppe zu bestimmen. Dabei ist aufgefallen, dass die Metallizität sehr viel niedriger ist, als die vergleichbarer Gruppen, während die Temperatur höher ist.

### 5.4.1 Galaxien dieser Arbeit in der Gruppe NGC3258

Das Diagramm 5.12 veranschaulicht die Lage der untersuchten Zwerggalaxien in der Gruppe NGC3258. Die Daten der Mitgliedgalaxien stammen aus dem Paper von Garcia [GARCIA 1993].

<sup>4</sup>Die Koordinaten und Entfernungsdaten wurden der NED-Datenbank entnommen.



**Abbildung 5.12:** Das Diagramm zeigt die Lage der Zwerggalaxie FS373 in der Gruppe.



# Kapitel 6

## Auswertung der Galaxien

Die Daten, welche im Zug dieser Diplomarbeit ausgewertet wurden, entstammen den Beobachtungen von De Rijcke et al. [DE RIJCKE et al. 2004] und waren bereits kalibriert. Daten zu den einzelnen Galaxien lassen sich in der Tabelle A.1 finden. Somit war der erste Punkt die Bestimmung des Ca II Triplets. Um aus den gewonnenen Spektren die nötigen Informationen zu gewinnen, mussten sie zuerst mittels *midas* ins richtige Format gebracht werden. Anschließend mussten die Korrekturbilder des Rauschens für das Programm *indexf* erstellt werden, welches mit Hilfe der Bilder das Ca II Triplet auslas. Aus den Daten des Programms *indexf* konnten anschließend Diagramme geplottet werden, welche es erlaubten, kinematisch entkoppelte Kerne zu erkennen. Für jede Galaxie wurde die Geschwindigkeit, die Geschwindigkeitsdispersion und CaT\* gegen den Radius aufgetragen, um einen vorhandenen Kern erkennen zu können.

### 6.1 FCC043

Das Geschwindigkeitsprofil von FCC043, Abbildung B.1, zeigt eine Auffälligkeit im Bereich von  $-2.5''$  bis  $1.25''$ . Betrachtet man diesen Teil genauer, so lässt sich eine eingebettete S-Form im Geschwindigkeitsfeld ( $v_{sys} = 1328.07 \text{ km s}^{-1}$ ) erkennen. Das Zentrum dieser Entkopplung und das Zentrum der Galaxie sind allerdings nicht deckungsgleich, sondern um  $6 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$  und  $0.6''$  gegeneinander verschoben. Im Geschwindigkeitsdiagramm des Kerns zeigt sich, dass der zentrale Bereich konstant bleibt. Anschließend steigt, beziehungsweise fällt, das Profil mit der gleichen Steigung. Bei  $-2''$  und  $1.6''$  ist ein Knick im Geschwindigkeitsprofil, welcher den Rand des Kerns kennzeichnet. Außerhalb des Kerns verläuft das Profil kontinuierlich weiter, bis zu einem Radius von  $-5.9$  und  $6.7$ . Von diesen Punkten nach außen zu, läuft das Profil in die gegengleichen Biegungen, durch welche sich die S-Form des Geschwindigkeitsprofils ergibt. In diesen Bereichen fächern sich die Datenpunkte stärke-

ker auf und sind mit größeren Fehlerbalken versehen. Den Maximalwert erreicht das Profil bei  $-23.6''$  und  $53 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$ , den Minimalwert bei  $22.9''$  und  $-53 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$

Der entkoppelte Kern zeigt sich auch im Geschwindigkeitsdispersionsdiagramm. Im Bereich des Kerns sind die Werte niedriger als in der restlichen Galaxie. Der Minimalwert des Kerns erstreckt sich von  $-0.2''$  bis  $-0.4''$ . Bis auf die Spitze von  $-0.2''$  bis  $-1''$  folgt das Profil im Kern der gleichen Steigung. Die Werte verlaufen von  $37 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  bei  $1''$  bis  $48 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  bei  $-5.9''$ . Folgt man dem Verlauf weiter, so springt der Wert auf der negativen Seite des Diagramms auf  $63 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  bei  $-7.1''$  an und fällt anschließend steil ab. Bei  $-15''$  lässt sich nochmals eine Erhebung im Profil erkennen, bevor die Werte weiter abfallen. Die positive Seite des Diagramms steigt zuerst nur ein wenig an und bleibt auf dem Niveau über  $2''$  fast konstant. Danach zeigt sich auch hier der sprunghafte Anstieg auf Werte um  $66 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$ , welche rasch abfallen und dann nochmals eine Erhebung erkennen lassen, bevor die Werte weiter sinken.

Im Diagramm des Ca-Triplets lässt sich im Zentrum der Galaxie ein Maximum erkennen. Die Werte im Bereich von  $-1.4''$  bis  $1.6''$  bleiben konstant bei  $6.0 \pm 0.5$ . Auf der positiven Seite fallen die Werte anschließend auf  $4.9 \pm 0.6$  ab, springen nochmals auf  $5.3 \pm 0.6$  hoch und fallen dann weiter auf  $2.7 \pm 1.2$  bei  $9.1''$  ab. Nach einem weiteren Anstieg bis auf  $4.6 \pm 1.3$  zerstreuen sich die Werte etwas, doch allgemein sinken sie weiter ab.

Auf der negativen Seite des Diagramms ist ebenfalls die allgemeine Tendenz des Absinkens zu erkennen, wobei die Werte im Bereich von  $-15''$  bis  $-5.1''$  sehr stark aufgefächert sind.

Aus der Faltung des Diagramms zeigt sich, dass die beiden Seiten kaum von einander abweichen und die Verteilung somit symmetrisch ist.

## 6.2 FCC046

Die Abbildung B.2 zeigt die Diagramme der Galaxie FCC046. Im Zentrum des Geschwindigkeitsdiagramms lässt sich eine Senke erkennen. Ausgehend von der Systemgeschwindigkeit von  $2226 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$ , auf welche das Diagramm normiert ist, steigt die Geschwindigkeit sowohl auf der positiven als auch der negativen Seite des Diagramms bis zu einem Radius von  $1''$  auf einen Wert von  $5 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  an. Anschließend fällt die Geschwindigkeit beiderseits auf  $2 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ , bei etwa  $2''$  ab, um abermals anzusteigen.

Auf der positiven Seite des Diagramms verlaufen die Werte auf zweierlei Wegen. Einerseits steigen sie bis zu einem Wert von  $19 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$  bei einem Radius von  $8.8''$  an und andererseits bleiben sie in einem Radiusbereich von  $3.3''$  bis  $7''$  bei etwa  $6 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$  konstant. Außerhalb der  $7''$  fällt die Geschwindigkeit rasch ab und erreicht bei einem Radius von  $9.5''$  einen Minimalwert von  $-6 \pm 9 \text{ km s}^{-1}$ .



Auf der negativen Seite steigen die Werte, wenn auch nicht in einer klaren Linie, doch stetig an. Bei einem Radius von  $-7.5''$  erreicht der Geschwindigkeitswert bei  $21 \pm 11 \text{ km s}^{-1}$  sein Maximum.

Aus dem Geschwindigkeitsdiagramm lassen sich keinerlei Hinweise auf einen Kern herauslesen. An der Stelle der Senke, welche sich in der Geschwindigkeit zeigt, lässt sich im Diagramm der Geschwindigkeitsdispersion eine weniger gut ausgeprägte Erhebung erkennen. Der zentrale Wert der Geschwindigkeitsdispersion liegt bei  $47 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$ . Auf der positiven Seite des Diagramms bleibt dieser Wert bis zu einem Radius von  $0.6''$  annähernd konstant. Anschließend fällt die Dispersion auf  $37 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  ab, um bei  $1.7''$  wieder auf  $47 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$  anzusteigen. Außerhalb dieses Radius', bis zu  $8''$ , verlaufen die Werte, bis auf zwei Ausnahmen, um eine imaginäre Linie durch  $47 \text{ km s}^{-1}$  gestreut. Danach steigen die Werte rasch bis auf  $72 \pm 11 \text{ km s}^{-1}$  an. Bei den zwei Ausnahmen ist es unklar, ob diese durch schlechte Beobachtungsbedingungen in diesem Bereich oder auf Grund irgendeiner nicht klar erkennbaren Struktur entstanden sind.

Auf der negativen Seite des Diagramms nehmen die Dispersionswerte bis zu einem Radius von  $-0.6''$  auf  $42 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  ab. Danach springt der Wert bei  $-0.9''$  auf  $50 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  hinauf, um gleich wieder bis auf  $34 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  bei  $-1.7''$  abzufallen. Außerhalb dieser  $-1.7''$  scheint der Dispersionswert breit gefächert anzusteigen, wobei der Anstieg im äußeren Bereich sprunghaft erfolgt.

Die Senke aus dem Geschwindigkeitsdiagramm spiegelt sich als Erhebung im CaT\*-Diagramm wider. Der Maximalwert der CaT\*-Verteilung liegt im Zentrum der Galaxie und erreicht einen Wert von  $5.0 \pm 0.6$ . Auf der positiven Seite fällt der Wert bis zu einem Radius von  $0.9''$  auf  $3 \pm 1$  langsam ab. Anschließend sinkt der Wert sprunghaft auf  $0.7 \pm 1.3$  ab und verweilt dort über die nächsten  $2.4''$ . Außerhalb der  $3.7''$  nimmt der CaT\*-Wert stetig ab und erreicht einen Minimalwert von  $-17.3 \pm 4.8$ .

Die CaT\*-Verteilung nimmt bis zum Radius von  $-0.9''$  rasch auf  $1.5 \pm 1.1$  ab. Nachdem der Wert kurz noch einmal ansteigt, bleibt der Wert um  $0.5 \pm 3.5$  und sinkt anschließend kontinuierlich ab. Das Absinken scheint auf zwei Wegen zu verlaufen, wobei sich die Fehler der beiden Wege überschneiden, sodass es nicht sicher ist, ob zwei getrennte Kurven vorliegen.

Die Faltung des CaT\*-Diagramms zeigt, dass die Verteilung einigermaßen symmetrisch verläuft. Weder im Geschwindigkeitsdispersionsdiagramm, noch in der Verteilung des CaT\*-Wertes lassen sich Anzeichen für einen Kern erkennen.

## 6.3 FCC136

Wie auch schon die vorherigen Geschwindigkeitsdiagramme, wurde auch das von Galaxie FCC136 (siehe Abbildung B.3) auf die Systemgeschwindigkeit ( $v_{sys} = 1217 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$ ) genormt. Im Zentrum des Geschwindigkeitsdiagramms verteilen sich die

Werte um die Systemgeschwindigkeit und weichen von dieser um maximal  $8 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  ab. Außerhalb von  $4.1''$  sinkt der Wert der Geschwindigkeit auf  $-10 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  ab, steigt nochmals auf die Systemgeschwindigkeit an, bevor sie auf  $-12 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  bei einem Radius von  $13.6''$  abfallen. Bis zum Rand der Galaxie, bei  $20.9''$ , steigt die Geschwindigkeit wieder auf  $0 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$  an. Auf der anderen Seite des zentralen Bereiches, bei  $-5.4''$ , liegen die Werte leicht über der Systemgeschwindigkeit, steigen dann bei  $-12.7''$  auf  $23 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$  an, sinkt danach auf  $5 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$  bei  $-16.8''$  ab, um wieder auf  $23 \pm 12 \text{ km s}^{-1}$  anzusteigen. Gegen den Rand hin, bei  $-25.2''$ , fallen die Werte bis auf  $6 \pm 17 \text{ km s}^{-1}$  ab.

Das Geschwindigkeitsprofil zeigt somit eine flache S-Form, allerdings keinerlei Anzeichen auf einen entkoppelten Kern.

Im Gegensatz zum Geschwindigkeitsprofil zeigt sich im Geschwindigkeitsdispersionsprofil eine Senke. Ausgehend von einem Dispersionswert von  $31 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$  steigt der Wert auf beiden Seiten an. So erreicht er bei  $-4.8''$  einen Niveauwert von  $50 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  und bei  $2.5''$  einen von  $46 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$ . Auf der positiven Seite bleiben die Werte annähernd auf diesem Niveau. Außerhalb von  $13.6''$  weichen einige Werte stärker ab, doch steigen diese gegen den Rand hin wieder auf das Niveau an. Auf der negativen Seite sinken die Werte, nachdem sie sich bis auf  $64 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  erhoben haben, rasch auf  $41 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  bei  $-7.5''$  ab, um dann einem weniger steilen, gestreuten Anstieg zu folgen und einen Maximalwert von  $89 \pm 23 \text{ km s}^{-1}$  zu erreichen.

Wie schon bei der Geschwindigkeit verläuft auch bei der CaT\*-Verteilung der zentrale Bereich konstant, wobei die Ausdehnung dieses Bereichs nicht gleich ist. Hier erstreckt sich dieser Bereich über die ersten  $\pm 1.9''$ . Anschließend scheint es, als würde sich die S-Form des Geschwindigkeitsprofils auch hier widerspiegeln, wenn auch nicht mit den gleichen Steigungen.

Auf der positiven Seite fällt die Verteilung bis zu einem Radius von  $7.3''$  auf  $-8.5 \pm 0.5$  ab, verläuft dann einerseits um einen Wert von  $-13.5 \pm 0.6$  etwa konstant und steigt andererseits sehr rasch bis auf  $44.0 \pm 4.1$  bei  $17.8''$  an.

Auf der negativen Seite springen die Werte auf  $0.5 \pm 0.2$  hinunter, steigen dann nochmals bis auf  $8.0 \pm 0.5$  an, um dann weniger steil bis nach außen hin abzufallen und einen Minimalwert von  $-32.5 \pm 2.8$  zu erreichen.

Die Faltung der CaT\*-Verteilung lässt nur im Zentrum eine Symmetrie erkennen. Außerhalb verlaufen die Werte meist gegenläufig, wenn auch nicht mit den gleichen Steigungen.

## 6.4 FCC150

Die Abbildung B.4 zeigt die Diagramme der Galaxie FCC150. Die Systemgeschwindigkeit dieser Galaxie liegt bei  $1989 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ . Das Geschwindigkeitsdiagramm lässt erkennen, dass die meisten Datenpunkte unter der Systemgeschwindigkeit liegen.

Ausgehend vom Zentrum der Galaxie verläuft das Geschwindigkeitsprofil nicht symmetrisch. Auf der negativen Seite fallen die Werte langsam und weit gestreut ab, bis hin zu  $-16.7 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$  bei  $-6.3''$ .

Auf der positiven Seite hingegen lässt sich etwas mehr Struktur erkennen. Das Profil fällt bis  $1.8''$  auf  $-8 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$  kontinuierlich ab, steigt anschließend auf  $2 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  an, um abermals abzufallen und einen Minimalwert von  $-26 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$  bei  $8.3''$  zu erreichen.

Was in diesem Diagramm besonders auffällt, ist dieser klare Abfall mit gleich bleibender Steigungen zwischen  $0''$  und  $2''$ .

Dieser Abfall lässt sich auch in der Geschwindigkeitsdispersion gut erkennen. Zwar steigen hier die Datenpunkte vom Zentrum weg an und verlaufen leicht geschwungen, doch hebt sich diese Struktur vom restlichen Diagramm ab. Auch hier verläuft der Anstieg über den gleichen Bereich in der Galaxie. Außerhalb der  $2''$  wachsen die Werte weiterhin an und erreichen einen Maximalwert von  $88 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$  bei  $6.5''$ . Auf der anderen Seite verläuft das Geschwindigkeitsdispersionsprofil erstmals sprunghaft. Zuerst springen die Werte auf  $33 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  bei  $-0.7''$ , um dann auf  $50 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  bei  $-2.2''$  hochzuspringen. Von dort sinken sie in einer leichten Kurve auf  $39 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$  ab. Danach steigen die Werte bis zum Rand hin wieder an.

Sowohl im Geschwindigkeitsprofil, als auch in der Geschwindigkeitsdispersion zeigt sich ein Wert bei  $-8.1''$ , der sehr stark vom restlichen Verlauf abweicht.

Die CaT\*-Verteilung dieser Galaxie zeigt keine Besonderheiten. In einem Bereich von  $-3.4''$  bis  $1.8''$  weichen die Datenpunkte nicht großartig voneinander ab. Außerhalb hingegen, ist unklar, wie der tatsächliche Verlauf ist. So scheint das Profil auf der positiven Diagrammseite ins Negative hin abzusinken. Auf der negativen Diagrammseite hingegen lässt sich nicht klar sagen, ob das Profil steigt oder fällt.

Eine Faltung des Diagramms zeigt hingegen, dass das Profil annähernd symmetrisch verläuft.

## 6.5 FCC204

Das Geschwindigkeitsprofil ( $v_{sys} = 1372 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ ) von Galaxie FCC204 (Abbildung B.5) scheint im Zentrum Strukturen zu verbergen. In der Detailansicht des Kerngebiets zeigt sich, dass diese Vermutung richtig ist. Hier lässt sich erkennen, dass das Zentrum der Galaxie gegen das Zentrum des Kerns um  $-0.5''$  und etwa  $5 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  verschoben ist. Ausgehend von diesem Punkt steigt die Geschwindigkeit in einem leichten Bogen an und erreicht bei  $-2.5''$  und  $17 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  den Rand des Kerns. In die andere Richtung verläuft das Geschwindigkeitsprofil ebenfalls in einer Kurve, welche allerdings nicht ganz so flach verläuft. Der Rand des Kerns liegt hier bei  $1.2''$  und  $-1.4 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$ .

Außerhalb des Kerns steigt die Geschwindigkeit im negativen Radiusbereich

weiter an, verweilt von  $-8''$  bis  $-12.1''$  auf einem Geschwindigkeitswert von etwa  $46 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$  und steigt dann nochmals bis auf den Maximalwert von  $72 \pm 11 \text{ km s}^{-1}$  bei  $-16.5''$  an. Im positiven Radiusbereich fällt die Geschwindigkeit etwa in der gleichen Steigung ab, wie auch im negativen Kernbereich. Gegen Ende des Profils flacht dieses ab und erreicht seinen Minimalwert bei  $-57 \pm 9 \text{ km s}^{-1}$  und  $20.5''$ .

Auch im Geschwindigkeitsdispersionsprofil lässt sich die Verschiebung des Kerns gegenüber der Galaxie erkennen. Die Senke, welche im Zentrum des Kerns ihr Minimum hat, steigt auf der positiven Seite des Diagramms rasch auf  $51 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  bei  $1''$  und bleibt bei diesem Wert annähernd konstant, bis zum Rand des Kerns. Außerhalb bleibt der Dispersionswert ungefähr auf dem Niveau, steigt anschließend allerdings weiter an. Ab einem Radius von  $8''$  ist dieser Anstieg zu erkennen. Die Werte danach streuen sehr stark, scheinen aber gegen den Rand der Galaxie zu, wieder abzufallen.

Auf der negativen Seite des Diagramms steigt der Geschwindigkeitsdispersionswert bis zum Rand des Kerns kontinuierlich an und erreicht einen Wert von  $54 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$ . Dieser konstante Anstieg setzt sich bis zu einem Radius von  $-4.5''$  und einem Dispersionswert von  $85 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$  fort. Hierauf fallen die Werte, wie auch auf der positiven Seite, wieder ab. Dieser Abfall erfolgt flacher als der Anstieg, allerdings auch flacher als auf der positiven Seite. Auch hier streuen die Werte, doch der Trend ist zu erkennen.

Wie auch schon in den vorigen Diagrammen, ist auch bei der CaT\*-Verteilung der Kern gegen die Galaxie verschoben. Die klare Abgrenzung vom Kern gegenüber der Galaxie ist im CaT\*-Diagramm in einem kleineren Bereich gegeben, als in den anderen Diagrammen. So erstreckt sich hier das zentrale Gebiet von  $-1.8''$  bis  $2.1''$  und bleibt dabei etwa bei einem CaT\*-Wert von  $6.1 \pm 0.5$ . Außerhalb dieses Gebiets sinken die Werte ab, erreichen einen Minimalwert von  $-0.7 \pm 0.6$  auf der negativen Seite, und  $-3.3 \pm 0.7$  auf der positiven Seite, bevor sie zum Rand der Galaxie hin nochmals ansteigen.

Die Faltung der Verteilung zeigt keine Symmetrie im Diagramm, doch verlaufen die beiden Seiten annähernd im gleichen Bereich, wenn sie auch für kurze Zeit gegenläufig sind.

## 6.6 FCC207

Die Abbildung B.6 zeigt die Diagramme zur Galaxie FCC207. Das Geschwindigkeitsdiagramm dieser Galaxie ist auf eine Systemgeschwindigkeit von  $1417 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  normiert. Ausgehend vom Zentrum der Galaxie verläuft das Profil im positiven Radiusbereich leicht geschwungen über der Systemgeschwindigkeit, während im negativen Radiusbereich das Geschwindigkeitsprofil bogenförmig unter der Systemgeschwindigkeit verläuft. Dieser Bereich erstreckt sich von  $-3.6''$  bis  $4.5''$ . Außerhalb der

4.5'', bis hin zum Rand der Galaxie, fallen die Geschwindigkeitswerte langsam ab. Auf der negativen Seite bleibt der Wert zuerst annähernd bei  $5 \pm 7 \text{ km s}^{-1}$ , steigt danach rasch an und fällt anschließend mit der gleichen Steigung wieder ab.

Diese Struktur könnte ein Zeichen für das Angreifen von Gezeitenkräften sein, welche die Galaxie verformen.

Das Profil der Geschwindigkeitsdispersion lässt im Zentrum der Galaxie keinerlei Besonderheiten erkennen. Die Werte variieren im Bereich von  $-2.6''$  bis  $2.6''$  zwischen  $25 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  und  $46 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$ . Auf der positiven Seite ist die Streuung der Werte außerhalb von  $2.6''$  größer als innerhalb, doch bleiben die Werte um  $45 \pm 12 \text{ km s}^{-1}$  verteilt. Auf der negativen Seite des Diagramms steigen die Werte stetig an und erreichen einen Maximalwert von  $103 \pm 25 \text{ km s}^{-1}$ .

Dieser Anstieg, der sich im gleichen Bereich wie die Struktur im Geschwindigkeitsfeld befindet, ist ebenfalls ein Hinweis auf Gezeitenkräfte.

Auch in der CaT\*-Verteilung zeigt sich außerhalb von  $-4.7''$  der Hinweis auf Gezeitenkräfte. Innerhalb steigen die Werte zuerst auf  $9.9 \pm 0.3$  an, zeigen eine Senke ( $4.1 \pm 0.3$ ) vor dem Mittelplateau, bei einem Wert von  $9.0 \pm 0.1$ , steigen dann nochmals kurz an auf  $17 \pm 8$ , um danach rasch, gegen den Rand der Galaxie hin, abzufallen.

## 6.7 FCC245

Aus den Diagrammen der Galaxie FCC245, Abbildung B.7, lässt sich kaum eine Aussage gewinnen, da nur wenige Datenpunkte vorhanden sind. Die Systemgeschwindigkeit dieser Galaxie liegt bei  $2171 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ . Die besten Aussagen lassen sich mit dem Geschwindigkeitsprofil machen. Hier scheint der Galaxie eine S-Form zugrunde zu liegen. Der Maximalwert liegt bei  $8 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$  und  $-2.2''$ , der Minimalwert bei  $-6 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$  und  $3.9''$ . Ein einziger Datenpunkt fällt aus dieser S-Form heraus.

Bei der Geschwindigkeitsdispersion hingegen lassen sich keinerlei klare Strukturen erkennen. Im Zentrum der Galaxie verteilen sich die Werte der Dispersionsgeschwindigkeit zwischen  $19 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  und  $41 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ . Allgemein steigen die Werte vom Rand der Galaxie der negativen Seite des Diagramms ( $32 \pm 7 \text{ km s}^{-1}$ ), über ein annähernd langes Plateau im Zentrum ( $42 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ ), zum Rand der positiven Seite hin ( $49 \pm 11 \text{ km s}^{-1}$ ) an.

Im Diagramm der CaT\*-Verteilung, steigen die Werte gegen das Zentrum zu, an. Nicht nur die Werte steigen an, auch die Streuung der Werte nimmt zu. Auf der positiven Diagrammseite nehmen die Werte gegen den Rand hin wieder ab. Der Maximalwert, der im Zentrum erreicht wird, liegt bei  $6.0 \pm 0.2$  und einem Radius von  $0.0''$ . Der Minimalwert liegt bei  $-6.4 \pm 1.1$  und  $3.9''$ .

## 6.8 FCC266

Das Geschwindigkeitsdiagramm der Galaxie FCC266, der Abbildung B.8, zeigt bei einer Systemgeschwindigkeit von  $1545 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  ein überwiegend negatives Profil. Ausgehend vom Zentrum der Galaxie fällt das Geschwindigkeitsfeld auf der positiven Seite des Diagramms rasch ab, bis zu einem Radius von  $3.5''$ . Danach steigt der Geschwindigkeitswert bis zu einem Radius von  $4.8''$  auf  $2 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$  an, um dann wieder mit annähernd der gleichen Steigung weiter bis zum Rand abzufallen. Der Minimalwert, den die Geschwindigkeit dabei erreicht, liegt bei  $-31 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$ .

Auf der negativen Seite des Diagramms steigt die Geschwindigkeit bis zu einem Radius von  $-1.3''$  auf  $2 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  an, fällt anschließend bis hin zu  $-3.8''$  auf  $-11 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  ab und wächst zum Rand nochmals bis auf  $2 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$  an.

Läge das Zentrum etwa bei  $-0.4''$ , so würde das Geschwindigkeitsprofil fast symmetrisch verlaufen.

Das Profil der Geschwindigkeitsdispersion hat seinen Minimalwert im Zentrum der Galaxie. Bis hin zu einem Radius von  $4.8''$  steigt die Geschwindigkeitsdispersion in einem leichten Bogen bis auf  $37 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$  an. Innerhalb der  $1''$  ist die Streuung der Datenpunkte sehr gering, danach ist die Streuung um einiges größer, wobei auch die Fehler immer größer werden. Außerhalb von  $4.8''$  liegen einige Datenpunkte nicht im bisherigen Verlauf des Profils, sondern um einen Dispersionswert von  $70 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$  gestreut. Auf der zweiten Seite des Profils ist die Steigung größer als auf der ersten. Bei  $-2.1''$  erreicht die Dispersion einen Wert von  $46 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  und fällt anschließend mit einer größeren Streuung auf  $32 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$  ab. Auch auf dieser Seite liegt der letzte Punkt nicht im Verlauf des Profils, sondern bei einem Wert von  $53 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$ .

Die CaT\*-Verteilung der Galaxie FCC266 in dem Bereich von  $-1''$  bis  $7.8''$ , scheint auf einem Niveau zu verlaufen. Es erweckt den Anschein als würde der CaT\*-Wert über die gesamte Galaxie hinweg einen konstanten Wert zu besitzen, da die Datenpunkte, welche zwischen  $-1.3''$  und  $-7.1''$  liegen, um einen fixen Wert gegen die restlichen Datenpunkte verschoben sind. Diese Verschiebung könnte aufgrund eines Auswertungsfehlers oder aber auch bei der Beobachtung entstanden sein.

Die Faltung der CaT\*-Verteilung besitzt ebenfalls einen annähernd konstanten Wert über die Galaxie hinweg.

## 6.9 FCC288

Die Galaxie FCC288, Abbildung B.9, zeichnet sich ebenfalls durch einen Kern aus. Die Systemgeschwindigkeit dieser Galaxie liegt bei  $1070 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ . Der Kernbereich erstreckt sich von  $-4.7''$  bis  $8.3''$ . In der Detailansicht des Kerns zeigt sich, dass die Steigung innerhalb des Kernbereichs nicht konstant ist. Im Bereich von  $-0.2''$  bis  $2.7''$  ist die Steigung flacher als im restlichen Kern. Abgesehen von dieser Beson-

derheit verläuft das Geschwindigkeitsprofil fast bis zum Rand des Kerns konstant. Gegen den Rand hin erkennt man die S-Form des Kernprofils. Die Geschwindigkeit steigt auf der positiven Diagrammseite zuerst kurz an, bevor sie rasch abfällt, um anschließend mit annähernd gleicher Steigung wie im Kern, nur im Geschwindigkeitswert etwas versetzt, weiter anzusteigen. Dabei streuen die Datenpunkte mehr als im Kerngebiet und sind mit größeren Fehlern behaftet. Der Maximalwert, der hier im Geschwindigkeitsprofil erreicht wird, liegt im Kern bei  $26 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  und in der gesamten Galaxie bei  $55 \pm 7 \text{ km s}^{-1}$ . Auf der negativen Seite steigt das Geschwindigkeitsprofil des Kerns gegen den Rand hin an und läuft auf diesem Niveau, mit etwa gleicher Steigung, wie im Kern bis hin zu  $-11.9''$  und  $-50 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$ . Danach steigen die Werte wieder bis auf  $-39 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  an, um ein letztes Mal abzufallen und schließlich bis zum Rand hin wieder leicht anzusteigen. Der Minimalwert der Geschwindigkeit, der im Kern erreicht wird, liegt bei  $-25 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$ . Über die gesamte Galaxie hinweg erreicht der Minimalwert  $-64 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$  bei einem Radius von  $-17.5''$ .

Die Steigungsänderung im Zentrum des Kerns lässt sich im Geschwindigkeitsdispersionsdiagramm nicht wieder finden. Das zentrale Minimum des Profils liegt bei  $-0.2''$  und  $34 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$ . Von hier ausgehend steigen die Werte auf der positiven Diagrammseite rasch auf  $43 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  bei  $2.3''$  an und sinken anschließend auf  $37 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  bei  $4.3''$  ab. Außerhalb der  $4.3''$  streuen die Werte sehr stark. Es scheint allerdings, als blieben die Werte etwa um  $40 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$  verteilt; bis auf die Vierergruppe, welche sich deutlich von den anderen Messpunkten abhebt und um einen Wert von  $55 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$  liegt. Auf der negativen Diagrammseite steigen die Dispersionswerte sehr schnell bis auf  $48 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  bei  $-2.7''$  an, fallen dann auf  $35 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  bei einem Radius von  $-4.3''$  ab, um auf  $52 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  nochmals anzuwachsen. Hier bei einem Radius von  $-11.9''$ , wo im Geschwindigkeitsprofil ein Anstieg und anschließender bogenförmiger Abfall erkennbar ist, laufen die Dispersionswerte auseinander. Einerseits verbleiben sie etwa um  $53 \pm 12 \text{ km s}^{-1}$  verteilt, während sie andererseits rasch auf  $31 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  abfällt.

Die CaT\*-Verteilung von FCC288 verläuft bogenförmig und symmetrisch um das Zentrum der Galaxie. Auffallend ist, dass die Verteilung bis etwa  $\pm 10''$  annähernd konstant verläuft und erst außerhalb absinkt.

## 6.10 FS029

Die Abbildung B.10 zeigt die Diagramme der Galaxie FS029 mit einer Systemgeschwindigkeit von  $2486 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$ . Das Geschwindigkeitsprofil besitzt eine S-Form, welche im Bereich von  $-4.6''$  bis  $5.9''$  keine große Streuung aufweist. Außerhalb dieses Bereichs tritt neben der Streuung ein größerer Fehler bei den einzelnen Datenpunkten auf. In der Detailansicht des zentralen Bereichs lässt sich kein Hinweis auf eine

Substruktur erkennen. Das Geschwindigkeitsprofil erreicht einen Maximalwert von  $66 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$  bei  $12.8''$  und einen Minimalwert von  $-70 \pm 12 \text{ km s}^{-1}$  bei  $-18.8''$ .

Das Profil der Geschwindigkeitsdispersion ist nicht ganz so konstant wie das Geschwindigkeitsprofil. Das zentrale Minimum von  $26 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$  liegt nicht im Zentrum der Galaxie, sondern ist um  $0.5''$  verschoben. Von diesem Minimum aus steigt die Dispersion beidseitig an, wobei der Anstieg auf der positiven Seite des Diagramms steiler verläuft bis hin zu einer Dispersion von  $44 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  bei  $1.1''$ . Bis zu  $2.6''$  bleibt der Dispersionswert annähernd konstant, steigt anschließend sprunghaft auf  $53 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  an, um dann um den Wert von  $50 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$  zu verweilen. Die letzten Datenpunkte dieser Galaxienseite zeigen eine deutlich höhere Dispersion mit Werten von  $115 \pm 19 \text{ km s}^{-1}$  und  $93 \pm 22 \text{ km s}^{-1}$ .

Auf der negativen Seite steigt die Dispersion weniger steil bis auf  $43 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  bei einem Radius von  $-1.5''$  an. Dieser Wert wird bis zu einem Radius von  $-3.4''$  ungefähr beibehalten. Anschließend wachsen die Werte bis auf  $57 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  bei  $-4.6''$  an, fallen nochmals auf  $44 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  ab, um danach auf  $84 \pm 9 \text{ km s}^{-1}$  anzusteigen. Außerhalb von  $-9.7''$  bleibt der Dispersionswert um  $51 \pm 15 \text{ km s}^{-1}$  gestreut.

Die CaT\*-Verteilung von Galaxie FS029 ist nicht so klar gezeichnet wie die anderen beiden Diagramme. Ausgehend vom Zentrum des Diagramms, in dem eine kleine Senke zu erkennen ist, bleiben die Werte, bis auf ein paar Ausreißer, um  $8.2 \pm 0.1$  verteilt. Bei  $-2.6''$  fällt der CaT\*-Wert sprunghaft auf  $6.6 \pm 0.1$  ab und steigt dann bis auf  $10.8 \pm 0.2$  bei einem Radius von  $-5''$  an. Von diesem Punkt aus verlaufen die Werte auf zweierlei Wegen. Einerseits fallen die Werte schnell und un stetig bis auf  $-1.7 \pm 1.0$  ab und andererseits bleiben die Werte bei  $12.5 \pm 0.4$  konstant, bevor sie langsam auf  $9.0 \pm 0.7$  sinken.

Auf der positiven Seite des Diagramms sinken die Werte außerhalb des Bereichs auf  $7.3 \pm 0.1$  ab, bleiben dort für  $1.1''$  etwa gleich und steigen dann zuerst langsam an bis auf  $12.0 \pm 0.2$  bei  $5.0''$ . Die Verteilung fällt nochmals auf  $8.8 \pm 0.4$  ab, bevor die Werte bis zum Rand der Galaxie ansteigen und einen Maximalwert von  $18.3 \pm 0.9$  erreichen. Die Faltung des Diagramms zeigt keine Symmetrie zwischen den Diagrammhälften.

## 6.11 FS076

Die auf die Systemgeschwindigkeit von  $2726 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$  normierten Diagramme der Galaxie FS076 (Abbildung B.11), lassen einen Kern innerhalb der Galaxie erkennen. Der Kern erstreckt sich von  $-1.7''$  bis  $1.1''$  und liegt S-förmig vor. Das Zentrum der Galaxie ist, im Gegensatz zu einigen Beispielen vorher, mit dem Zentrum des Kerns deckungsgleich. Die Geschwindigkeit steigt auf der positiven Diagrammseite bogenförmig auf  $11 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$  an, um rasch auf  $2 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$  abzufallen. Die Geschwindigkeitswerte wachsen außerhalb des Kerns wieder an, bis auf einen Wert von



$23 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ , bei einem Radius von  $3.3''$  und fallen bis zum Rand langsam auf  $10 \pm 12 \text{ km s}^{-1}$  ab.

Auf der anderen Seite des Kerns sinkt die Geschwindigkeit bogenförmig ab, auf einen Wert von  $-11 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ , bei einem Radius von  $-0.7''$ . Von dort aus steigen die Werte bis zum Radius von  $-1.7''$ , wieder auf  $-4 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  an. Ab diesem Radius nehmen die Geschwindigkeitswerte von  $-14 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  bis auf  $6 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$  zu. Der letzte Datenpunkt, am Rand der Galaxie, liegt wieder unterhalb der Systemgeschwindigkeit bei  $-2 \pm 11 \text{ km s}^{-1}$ .

Die Geschwindigkeitsdispersion zeigt im Bereich des Kerns keinerlei Auffälligkeiten. Ihr zentraler Verlauf folgt einer imaginären Linie bei  $48 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$ , welche sich von  $-1.9''$  bis  $1.7''$  erstreckt. Auf der positiven Diagrammseite steigen die Werte kurzfristig auf  $67 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$  an, um dann zum Rand hin abzufallen bis auf einen Dispersionswert von  $44 \pm 12 \text{ km s}^{-1}$ . Auf der negativen Seite erstrecken sich die Werte bogenförmig über  $69 \pm 11 \text{ km s}^{-1}$  hin zu  $59 \pm 13 \text{ km s}^{-1}$ .

Die CaT\*-Verteilung lässt sich grob in zwei Bereiche aufteilen: Der zentrale Bereich, der sich von  $-1.5''$  bis hin zu  $2.8''$  erstreckt, dabei einen niedrigen Steigungsquotienten aufweist und dem äußeren Bereich, welcher den Rest der Galaxie umfasst, und durch einen größeren Steigungsquotienten beschrieben wird. Dabei scheint es, als hätten die zwei äußeren Teilbereiche einen ähnlichen Steigungsquotienten. Der zentrale Bereich erreicht CaT\*-Werte von  $7.1 \pm 0.1$  bis  $10.0 \pm 0.2$ . Der Minimalwert liegt bei  $-9.0 \pm 0.5$  und der Maximalwert bei  $13.8 \pm 0.6$ .

## 6.12 FS131

Das normierte Geschwindigkeitsdiagramm der Galaxie FS131 besitzt eine S-Form ( $v_{sys} = 2576 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ ), welche von einem Radius von  $-4.4''$  bis  $4.3''$  mit annähernd gleicher Steigung verläuft. Die Datenpunkte der negativen Diagrammseite besitzen eine größere Streuung als jene der positiven Seite. Der Geschwindigkeitswert verläuft vom Zentrum bis zu einem Radius von  $-2.5''$  mit annähernd gleich bleibender Steigung. Anschließend verläuft das Geschwindigkeitsprofil in einem leichten Bogen, welcher sein Maximum bei einem Radius von  $-8.5''$  und einem Geschwindigkeitswert von  $31 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$  erreicht.

Auf der positiven Seite des Diagramms verläuft das Geschwindigkeitsprofil gleich in einem Bogen. Es erreicht bei einem Radius von  $6.0''$  und einem Geschwindigkeitswert von  $-15 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  seinen Minimalwert, bevor die Geschwindigkeit nochmals leicht ansteigt.

Die Geschwindigkeitsdispersion zeigt im Bereich von  $-1.4''$  bis  $3.8''$  eine Vertiefung, welche von der negativen Diagrammseite zur positiven leicht ansteigt. Außerhalb dieser Vertiefung, welche einen Minimalwert von  $54 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$  besitzt, steigen die Geschwindigkeitsdispersionswerte, auf der negativen Diagrammseite sprunghaft

auf  $78 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  an und bleiben, bis zum Rand der Galaxie, um diesen Wert verteilt.

Auf der positiven Diagrammseite steigen die Werte steil, bis auf einen Wert von  $87 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$  bei einem Radius von  $7.1''$  an und fallen anschließend wieder auf  $72 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$  ab.

Das Diagramm der CaT\*-Verteilung zeigt einen annähernd konstanten CaT\*-Wert, wobei die Datenpunkte des äußeren Bereichs der negativen Diagrammseite leicht unter dem Durchschnitt, der äußere Bereich der positiven Seite leicht über dem Durchschnitt liegen. Die Faltung zeigt nochmals das oben beschriebene Verhalten. Der Durchschnittswert der CaT\*-Verteilung liegt bei  $7.59 \pm 0.07$ .

### 6.13 FS373

Wie auch bei den anderen Galaxien wurde das Geschwindigkeitsfeld auf die Systemgeschwindigkeit normiert. Diese beträgt für FS373  $2415 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$ . Im Zentrum des normierten Geschwindigkeitsdiagramms (Abbildung B.13) lässt sich abermals eine S-Form ausmachen, welche allerdings schon eher Ähnlichkeit mit einer Sinuskurve hat, wobei der zentrale Bereich der Galaxie mit dem zentralen Bereich des Kerns übereinstimmt. Dieser Kernbereich erstreckt sich sehr symmetrisch über die ersten  $2''$ . Dabei ist der Verlauf der S-Form leicht verschieden. Der Bogen, welcher sich bis  $-2''$  erstreckt, verläuft steiler, als jener bei  $2''$ . Der maximale Geschwindigkeitswert des Kernbereichs liegt bei  $7 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ , der minimale hingegen bei  $-6 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ .

Außerhalb des Kerns verläuft das Geschwindigkeitsprofil weniger strukturiert. Auf der negativen Diagrammseite steigen die Werte gegen den Rand langsam an. Dabei fallen drei Datenpunkte aus dem Verlauf heraus. Wahrscheinlich ist dies auf einen Korrektur- oder Auswertungsfehler zurückzuführen. Auf der anderen Seite scheinen die Datenpunkte mit geringer Steigung abzufallen.

Das Geschwindigkeitsdispersionsprofil erreicht im Zentrum einen Minimalwert von  $45 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$  und steigt bis zu einem Radius von  $2''$  annähernd symmetrisch an. Anschließend nimmt die Geschwindigkeitsdispersion, auf der negativen Seite, bis zu einem Radius von  $-3''$  rasch zu. Außerhalb dieser  $-3''$  kommt es wieder zu einem ähnlichen Erscheinungsbild wie im Geschwindigkeitsprofil. Auch hier lassen sich die drei Datenpunkte erkennen, die auf einen Fehler hindeuten.

Auf der positiven Seite des Diagramms, erreicht die Geschwindigkeitsdispersion den Wert über  $66 \text{ km s}^{-1}$  erst bei  $4''$ , also  $1''$  später als auf der negativen Seite. Außerhalb der  $4''$  steigt der Wert noch leicht an, bleibt aber unter dem Maximalwert der negativen Seite von  $78 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$ .

Vom Zentrum der CaT\*-Verteilung ausgehend, verläuft das Profil auf der positiven Seite, bis zu einem Radius von  $2''$ , stetig steigend bis auf  $10.1 \pm 0.1$ . Von diesem Punkt aus fallen die Werte mit geringer Steigung auf  $9.6 \pm 0.2$  bei  $2.7''$  ab. Nun kommt es zu einem Wechsel des Steigungsquotienten und die CaT\*-Verteilung

sinkt mit hoher Steigung bis auf  $-0.2 \pm 0.4$  ab, bevor sie nach außen hin nochmals ansteigt und einen Maximalwert von  $17.2 \pm 1$  erreicht.

Die negative Seite des Diagramms bleibt über die zentralen  $1.6''$ , bei einem Wert von  $6.8 \pm 0.1$ , annähernd konstant. Danach lässt sich keine klare Struktur mehr erkennen. Es scheint als fielen die Werte bis hin zu einem Radius von  $-5.9''$  und würden dann wieder ansteigen. Der Maximalwert, der erreicht wird, liegt bei  $13.3 \pm 0.8$ , der Minimalwert hingegen bei  $-0.6 \pm 0.4$ .

Die Faltung des Diagramms zeigt, dass keinerlei Symmetrie im Profil des CaT\* erkennbar ist.

## 6.14 dE2

Das Geschwindigkeitsdiagramm der Galaxie (Abbildung B.14), ist auf die Systemgeschwindigkeit von  $2018 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$  normiert. Ausgehend vom Zentrum der Galaxie fallen die Punkte bei positivem Radius nach außen ab. Dabei sinken die Geschwindigkeitswerte bis zum Radius von  $4.2''$  auf  $-9 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  ab. Ab diesem Punkt ändert sich die Steigung und das Absinken erfolgt mit einer leicht geringeren Steigung, bis zu dem Geschwindigkeitswert von  $-16 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$  bei einem Radius von  $11.8''$ .

Auf der negativen Seite sind die Datenpunkte sehr breit aufgefächert und die Geschwindigkeitswerte steigen an, wobei die Steigung zum Rand der Galaxie hin wieder abzuflachen scheint. Der Maximalwert in der Geschwindigkeit liegt bei  $24 \pm 11 \text{ km s}^{-1}$ , der Minimalwert bei  $16 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$ .

Das Profil der Geschwindigkeitsdispersion verläuft auf der negativen Seite mit gleich bleibender Steigung von  $-0.4''$  bis  $-5.9''$ . Danach fällt der Dispersionswert rasch ab und erreicht einen Wert von  $38 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$ . Zum anderen Rand hin erstreckt sich das Profil weniger simpel. Hier sinken die Werte mit der gleichen Steigung wie auf der anderen Seite weiter ab, doch scheinen einige Punkte im Bereich von  $-0.4''$  bis  $3''$  von diesem Trend abzuweichen. Außerhalb der  $3''$  steigt die Streuung der Datenpunkte deutlich an und ein genauer Verlauf ist nicht bestimmbar.

Die Symmetrieachse der CaT\*-Verteilung liegt nicht im Zentrum der Galaxie, sondern leicht in den positiven Bereich des Diagramms verschoben. Das scheinbare Zentrum liegt bei  $0.6''$  und einem CaT\*-Wert von  $4.0 \pm 0.1$ . Von diesem Zentrum ausgehend, steigen die Werte beiderseits an bis zu dem CaT\*-Gehalt von  $6.1 \pm 0.1$  und sinken anschließend auf  $2.7 \pm 0.2$  bzw.  $2.9 \pm 0.3$  ab, bei den Radien  $-1.5''$  bzw.  $3''$ . Außerhalb der  $3''$  liegt dem Profil keine Struktur mehr zu Grunde. Auf der negativen Seite steigt der CaT\*-Gehalt auf  $9.4 \pm 0.4$  an und sinkt danach wieder auf  $2.5 \pm 1$  ab.

Die Faltung des Diagramms ist so nicht möglich. Verläuft die Faltung allerdings bei einem Radius von  $0.4''$ , dann lässt sich im zentralen Gebiet eine Symmetrie erkennen.

## 6.15 dE3

Die Abbildung B.15 zeigt die Diagramme von dE3. Das Geschwindigkeitsfeld der Galaxie wurde auf die Systemgeschwindigkeit von  $2422 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$  normiert. Bei der Betrachtung des zentralen Gebiets zeigt sich ein Kern, der gegen das Zentrum der Galaxie verschoben ist. Die Abweichung zwischen dem Galaxien- und dem Kernzentrum beträgt  $-0.8''$  und  $2 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ . Die Form des Kerns ist eine S-Form, bei der der obere Bogen etwas zu weit nach vorne gezogen ist. Der Kernbereich erstreckt sich von  $-4.5''$  bis hin zu  $2.8''$ . Die maximale Geschwindigkeit, die im Kern erreicht wird, liegt bei  $10 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$ , die minimale Geschwindigkeit bei  $-12 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$ . Mit der gleichen Steigung wie im Kern, steigen die Geschwindigkeitswerte auch außerhalb des Kerns an, bis zu einer Geschwindigkeit von  $22 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ . Danach sinken die Werte auf  $7 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  bei einem Radius von  $5.9''$  ab, um dann auf ein Niveau von  $18 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$  anzuwachsen, welches sich bis zum Rand der Galaxie erstreckt. Auf der anderen Seite des Kerns fallen die Geschwindigkeiten mit gleich bleibender Steigung bis auf  $-35 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$  ab und steigen anschließend mit ähnlicher Steigung bis auf  $-19 \pm 7 \text{ km s}^{-1}$  an.

Bei der Geschwindigkeitsdispersion zeigt sich im zentralen Bereich des Kerns, von  $-0.5''$  bis  $2.4''$ , ein Niveau bei einem Dispersionswert von  $40 \pm 4$ . Außerhalb springt der Geschwindigkeitsdispersionswert auf der Seite des positiven Radius' auf  $60 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$  an, sinkt anschließend auf einen Wert von  $40 \pm 5$  und bleibt bis zum Rand auf diesem Niveau. Auf der negativen Seite steigen die Geschwindigkeitswerte auf  $57 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$  an und fallen danach kontinuierlich bis zum Rand hin auf  $-19 \pm 7 \text{ km s}^{-1}$  ab.

In der CaT\*-Verteilung lässt sich die Verschiebung des Kerns gegenüber der Galaxie ebenfalls erkennen. Auf der positiven Seite wächst der CaT\*-Gehalt bis zu einem Wert von  $12.2 \pm 0.1$  und einem Radius von  $1''$  an. Mit etwa gleicher Steigung fällt das Profil auf  $3.5 \pm 0.3$  bei  $3.9''$  ab. Außerhalb dieses Punktes streuen die Datenpunkte sehr weit auseinander, so dass keine genaue Struktur zu erkennen ist. Ein gleich bleibender Verlauf auf diesem Niveau oder aber ein leichter Anstieg, scheinen am wahrscheinlichsten.

Auf der negativen Seite steigen die CaT\*-Werte bogenförmig bis auf  $9.1 \pm 0.3$  an und sinken anschließend bis auf den CaT\*-Wert von  $-5.0 \pm 1.0$  ab. Die Datenpunkte weisen eine niedrigere Streuung auf, als auf der anderen Seite, doch auch hier ist nicht ganz klar, ob das Niveau beibehalten wird oder aber abfällt.

# Kapitel 7

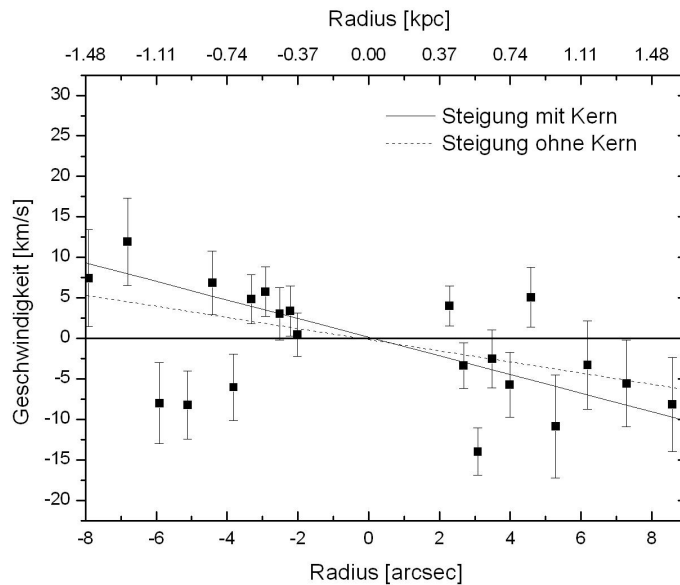
## Diskussion

Die in dieser Arbeit untersuchten Zwerggalaxien stammen aus dem Fornax-Haufen und den Gruppen NGC5044, NGC5898 und NGC3258. Es sollte überprüft werden, ob in diesen zwegelliptischen Galaxien ein entkoppelter Kern vorhanden ist und wie sicher im Geschwindigkeits- und Geschwindigkeitsdispersionsdiagramm, sowie in der CaT-Verteilung widerspiegelt.

Um diese Diagramme erstellen zu können, war es notwendig, die kalibrierten Spektren mittels *indexf* auszuwerten. Dafür benötigte das Programm ein Fehlerbild, welches mit Hilfe von *midas* erzeugt wurde. Bei der Auswertung der Spektren kamen für drei Galaxien (FCC150, FCC266 und FS131) Werte heraus, welche in den Diagrammen aufgetragen, nicht richtig erschienen. Aus diesem Grund durchliefen die Spektren dieser drei Galaxien abermals das Programm *indexf*. Die Diagramme, welche aus den neu erhaltenen Daten produziert wurden, wiesen deutliche Unterschiede, zu denen im ersten Durchlauf, auf. Unklar ist, ob bei dem ersten Durchlauf ein Eingabefehler oder aber ein Fehler im Programm ausschlaggebend war. Bei den Galaxien FCC150 und FS131 brachte die neue Auswertung allerdings kein vollständig zufriedenstellendes Ergebnis. Es scheint als wäre hier entweder ein Fehler oder eine Ungenauigkeit bei der Datenreduktion für die besondere Punktanordnung verantwortlich.

### 7.1 Radialgeschwindigkeitsdiagramme

Die Geschwindigkeitsdiagramme der 15 Galaxien lassen sich in drei Kategorien einteilen. Die erste Kategorie umfasst jene Diagramme, die eine annähernd konstante Geschwindigkeit über die gesamte Galaxie hinweg, besitzen. Die zweite Kategorie beinhaltet Galaxien mit einem Geschwindigkeitsdiagramm, welches zum Rand der Galaxie hin, abfällt. Das heißt die Geschwindigkeit dieser Kategorie II Diagramme ist im Zentrum am höchsten. Die letzte Kategorie, Kategorie III, umfasst die



**Abbildung 7.1:** Um das Profil der Geschwindigkeitsverteilung einer Kategorie zuzuordnen zu können, wurden in dieses Diagramm zwei Geraden hineingezeichnet. Die durchgezogene Linie stellt die Steigung innerhalb des Profils mit Kern dar. Für die zweite Gerade (gestrichelt) wurde der Kern herausgenommen, um allein das Verhalten der Galaxie betrachten zu können.

Galaxien, welche ein S-förmiges Geschwindigkeitsprofil aufweisen. Der Großteil der Profile des Galaxiensamples entspricht der Kategorie III. Weil die Galaxie FS373 nicht eindeutig zuzuordnen war, wurde ein Diagramm (Abbildung 7.1) erstellt, in welchem die Steigung innerhalb der Galaxie einmal mit Kern (durchgezogene Linie) und einmal ohne Kern (strichlierte Linie) dargestellt wird. Es zeigt sich, dass ein geringer Steigungsabfall von der einen Seite der Galaxie zur anderen auszumachen ist. Aus diesem Grund wurde FS373 auch der Kategorie III zugeordnet. Wie bereits bei der Beschreibung erwähnt, wird auch die Galaxie FCC245 diesem Profil zugeordnet, auch wenn die Bestimmung aufgrund der geringen Datenpunktzahl sehr vage ist.

Diese Kategorie umfasst somit zehn der fünfzehn Galaxien (FCC043, FCC204, FCC245, FCC288, FS029, FS076, FS131, FS373, dE2, dE3). Es fällt dabei auf, dass alle Galaxien, welche einen entkoppelten Kern aufweisen, in dieser Kategorie zu finden sind. (Unter der getroffenen Zuordnung von FS373.) Die zweit meisten Mitglieder an Galaxien besitzt Kategorie I, mit einer Anzahl von vier Galaxien. Die letzte Galaxie vertritt Kategorie II.

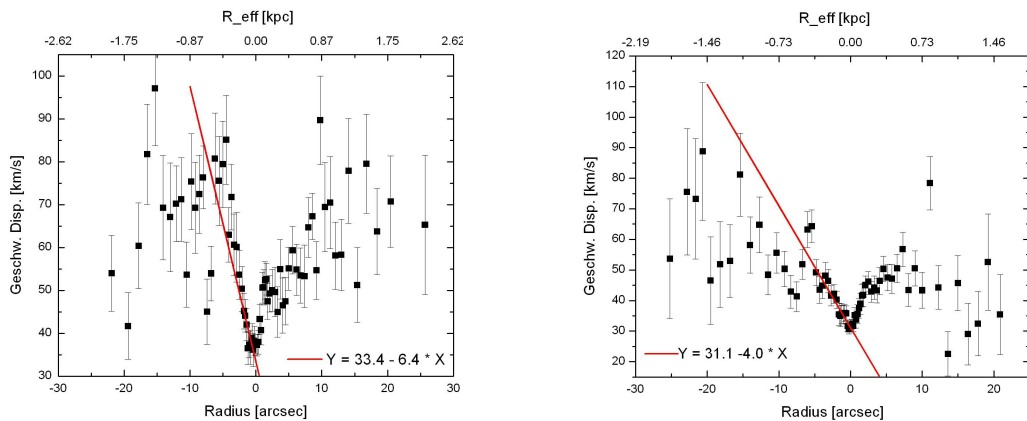
Bei der Betrachtung der Geschwindigkeitsprofile sollte man jenes von Galaxie FCC207 ebenfalls hervorheben, auch wenn diese Galaxie keinen entkoppelten Kern besitzt. Das Profil weist Anzeichen auf, dass die Galaxie wahrscheinlich von Ge-

zeitenkräften beeinflusst wurde. Der Randbereich auf der negativen Diagrammseite weicht stark von jener auf der positiven ab. Hier erreicht die Geschwindigkeit einen mehr als doppelt so hohen Wert als die restliche Galaxie.

## 7.2 Geschwindigkeitsdispersion

Die Diagramme der Geschwindigkeitsdispersion lassen keine Kategorisierung in Profile von Galaxien mit entkoppeltem Kern und ohne diesen zu. Die Eigenschaften der Geschwindigkeitsdispersionsprofile, ob sie ein zentrales Minimum aufweisen oder eher gleichmäßig über die gesamte Galaxie verlaufen, hängen nicht mit der Anwesenheit eines kinematisch entkoppelten Kerns zusammen. Das einzige was sich an den Senken vielleicht anmerken lässt, ist die Steigung der Ränder der Senke. Der Anstieg der Seitenränder dieser Senken verlaufen bei Galaxien mit kinematisch entkoppelten Kern steiler, als bei jenen ohne diese Struktur. Den Vergleich sieht man in der Abbildung 7.2. Das linke Diagramm zeigt das Geschwindigkeitsdispersionsprofil der Galaxie FCC204 als Vertreter der Galaxien mit kinematisch entkoppeltem Kern. Die rechte Galaxie soll die Steigung im Profil der Galaxie FCC136 veranschaulichen. Mittels der Steigungskoeffizienten ist klar ersichtlich, dass die Steigung in FCC204 steiler verläuft.

Stellt man nun die Vermutung an, dass Galaxien mit kinematisch entkoppeltem Kern, welche im Geschwindigkeitsprofil deutlich zu erkennen sind, eine Senke im Geschwindigkeitsprofil aufweisen, so lässt sich diese Annahme sofort mit der Galaxie



**Abbildung 7.2:** Links: Das Diagramm zeigt das Geschwindigkeitsdispersionsprofil der Galaxie FCC204, in welches über die linke Hälfte des kinematisch entkoppelten Kerns, eine Steigungsgerade gelegt wurde. Rechts: Als Vergleich zeigt dieses Diagramm das Profil der Galaxie FCC136, in welches ebenfalls eine Steigungsgerade gelegt wurde.

FS076 widerlegen. Diese Galaxie besitzt, den im Geschwindigkeitsprofil am besten zu identifizierenden Kern, während ihr Dispersionsprofil über den Kernbereich hinweg konstant verläuft. Das Geschwindigkeitsdispersionsprofil dieser Galaxie zeichnet sich allerdings nicht nur durch ihre besondere Geradlinigkeit aus, sondern auch durch ihr Verhalten im Randbereich. Die Dispersion verläuft vom Zentrum bis zum Rand des Kern auf dem gleichen Niveau. Anschließend steigen die Werte um einen geringen Wert an. Zu erwarten wäre, dass die Werte entweder weiterhin leicht ansteigen oder auf diesem neuen Niveau verweilen. Doch das Profil fällt nach außen hin wieder ab. Dieser Effekt könnte ein Anzeichen für Harassment sein, welches das Profil durch Wechselwirkung mit dem Dunkle Materie Halo verformt hat.

Ein weiteres Beispiel für Wechselwirkung zeigt das Geschwindigkeitsdispersionsdiagramm der Galaxie FCC207. Hier scheint es, als würden Gezeitenkräfte am Rand der Galaxie angreifen und diese verformen. Dieses Ansteigen der Dispersionswerte zum Rand der Galaxien hin, auf der negativen Diagrammseite, findet sich, wie oben bereits erwähnt, auch im Geschwindigkeitsprofil wieder.

Ein, im Vergleich mit den anderen Profilen, sehr außergewöhnliches Bild, liefert auch, die in dieser Arbeit, als dE2 bezeichnete zwergelliptische Galaxie. Sie zeigt zusätzlich zu dem eigentlich geradlinigen Verlauf der Geschwindigkeitsdispersion, im Bereich von etwa  $0''$  bis  $2''$ , eine Komponente, welche sich deutlich abhebt. Es scheint somit, dass die Galaxie in diesem Bereich aus zwei Komponenten besteht.

### 7.3 CaT\*-Verteilung

Die Diagramme zur CaT\*-Verteilung lassen sich wieder in mehrere Gruppen unterteilen. Die erste Gruppe besteht aus Verteilungen, welche bei der Faltung symmetrisch erscheinen, allerdings nicht um einen bestimmten Wert verteilt sind. In der zweiten Gruppe befinden sich jene Diagramme, bei welchen das Profil um einen konstanten Wert verteilt ist. Der dritten Gruppe werden all jene Galaxien zugeteilt, die entweder keinerlei Symmetrie aufweisen oder der Mittelpunkt der Symmetrie nicht im Galaxienzentrum liegt.

Wie auch schon zuvor bei den Diagrammen der Geschwindigkeitsdispersion, ordnen sich die Galaxien mit entkoppelten Kernen keiner bestimmten Gruppe zu. Drei der sechs Galaxien mit Substruktur besitzen ein Profil der Gruppe I (FCC043, FCC204, FCC288) und drei der Galaxien eines der Gruppe III (FS076, FS373, dE3).

Ein interessantes Bild liefert, im Zusammenhang mit diesem Diagrammtyp, die Galaxie dE3. Der Kern der Galaxie erscheint im Geschwindigkeitsdiagramm geringfügig gegen den entkoppelten Bereich verschoben zu sein. Diese Verschiebung beträgt  $0.8''$ . Betrachtet man nun das Diagramm der CaT\*-Verteilung, so vermutet man eher eine deutliche Verschiebung des Kerns in den positiven Bereich des Diagramms. Das scheinbare Symmetriezentrum der Verteilung liegt bei einem radialen Wert von  $1''$ .



Trägt man nur den Bereich des entkoppelten Kerns in das CaT\*-Diagramm ein, so zeigt sich eine S-Form der Verteilung. Die CaT\*-Werte des Kerns fallen, vom negativen Bereich des Diagrammes ausgehend, zuerst um 4 Einheiten ab und steigen anschließend bis zu einem Wert von etwa 11.5 an. Danach fällt das Profil der Verteilung nochmals um 2 Einheiten ab.

Wie bereits weiter oben erwähnt, scheinen die Werte der Galaxien FCC150 und FCC260 einen Auswertungsfehler zu beinhalten. Die Datenpunkte von FCC150 in den äußeren Bereichen liegen abwechselnd oberhalb und unterhalb des zentralen Wertes. Bei der ersten Auswertung dieses Profils streuten die Werte noch deutlich mehr. Durch den erneuten Durchlauf im Programm *indexf* wurden die Werte auf das momentane Erscheinungsbild verbessert. Die Veränderung des Fehlerbilds und ein weiterer Durchlauf führten zu keiner weiteren Verbesserung. Es lässt sich daher vermuten, dass der CaT\*-Wert über die gesamte Galaxie hinweg konstant verlaufen sollte und die Schwankungen in den Datenpunkten keine in der Galaxie vorliegende Struktur ist.

Ähnliches lässt sich bei der Galaxie FCC266 vermuten. Diese zeigt in ihrer CaT\*-Verteilung auf der negativen Diagrammseite eine Verschiebung der Datenpunkte um einen CaT\*-Gehalt von 6. Die Datenpunkte laufen mit der gleichen Steigung vom Zentrum nach außen, wie auf der positiven Diagrammseite, doch um einen Wert von 6 abgesenkt. Dieser Effekt könnte einerseits, wie auch bei FCC150 an einem Reduktionsfehler liegen oder andererseits durch Strukturen erklärt werden, welche in der Sichtlinie liegen. Wahrscheinlicher erscheint allerdings die Fehlerhaftigkeit der Datenreduktion.

## 7.4 Allgemeines zu den Daten

Die Stichprobe an Galaxien wurde nicht nach besonderen Eigenschaften gewählt, sondern musste hauptsächlich das Kriterium der Beobachtbarkeit erfüllen. Aus diesem Grund lässt sich diese Stichprobe nicht für eine Statistik heranziehen. Daher ist die Verallgemeinerung des Verhältnisses von Galaxien mit entkoppelten Kernen zu jenen ohne Entkopplung, welches in dieser Arbeit bei 3:5 liegt, nicht möglich.

Genauso wenig dürfen Verallgemeinerungen über die Position der einzelnen Galaxien in ihren Gruppen oder im Fornax-Haufen gemacht werden. Die Anordnung der drei Galaxien mit Kern des Fornax-Haufens beruht ausschließlich auf dem Zufall.

Der letzte Punkt, der hier noch erwähnt werden muss, auch wenn dies weiter oben bereits passiert ist, ist die geringe Datenausbeute bei der Galaxie FCC245. Wenn man in den drei Diagrammen dieser Galaxien nach Strukturen oder einem Verlauf sucht, so lassen sich diese, bei genauerer Betrachtung, nur im Geschwindigkeitsdiagramm finden. Legt man, wie auch bereits bei der Galaxie FS076 weiter oben, eine Gerade durch das Profil, so zeigt sich ein negativer Anstieg von  $-0.9$ . Dieser Wert

könnte auf ein S-förmiges Profil hinweisen. Aus den beiden anderen Diagrammen der Galaxie lassen sich keinerlei Schlüsse ziehen.

# Kapitel 8

## Ausblick

Diese Arbeit umfasste nur ausgewählte Galaxien, die zur Untersuchung herangezogen wurden. Aus diesem Grund ist eine Verallgemeinerung nicht möglich. Um eine Aussage über das Auftreten von kinematisch entkoppelten Kernen in zwergelliptischen Galaxien machen zu können, sollte eine sorgfältig ausgewählte Stichprobe untersucht werden. Das heißt, die Anzahl der Galaxien und ihre Lage sollte sorgsam betrachtet werden. Es wäre wahrscheinlich vorteilhaft, sich vorerst auf einen Haufen oder eine Gruppe zu beschränken, damit die unterschiedlichen Bedingungen und Umgebungen, in den Haufen beziehungsweise Gruppen, die Ergebnisse nicht verfälschen. Sollte die Beobachtungszeit für die zwergelliptische Galaxienpopulation einer Gruppe zu umfangreich sein, so könnte eine Hochrechnung der Population, durch die Beobachtung der zwergelliptischen Galaxien einiger „normaler“ Galaxien, erste Erkenntnisse bringen.

Betrachtet werden sollte die Frage nach der Häufigkeit der zwergelliptischen Galaxien mit kinematisch entkoppeltem Kern innerhalb der Population. Genauso untersucht werden sollte die Umgebung, in welcher dieser Galaxientyp auftritt. Dies lässt vielleicht eine Aussage über das Bildungsszenario der kinematisch entkoppelten Komponenten zu. Zu überprüfen wäre die hier festgestellte Beziehung zwischen der Form des Geschwindigkeitsprofils und dem Auftreten eines kinematisch entkoppelten Kerns. Sollte die Form des Profils ein Hinweis für das Auftreten einer Entkopplung sein, so würde zur Eingrenzung für weitere Beobachtungen, eine Spektroskopie ausreichen.

Damit eine Aussage über das am häufigsten auftretende Bildungsszenario gemacht werden kann, reichen spektroskopische Daten allerdings nicht aus. Um die Existenz von Gasresten und damit einen Hinweis auf *ram pressure stripping* feststellen zu können, wären HI-Beobachtungen sehr hilfreich. Ebenso könnten Radio-beobachtungen eine Aussage über die Gasverteilung und somit über aufgetretene Wechselwirkungen machen.

Wenn die Untersuchungen nicht nur auf die Galaxien selber, sondern auch auf die

deren Umgebung ausgeweitet werden, könnten in diesen vielleicht auch Anzeichen von Wechselwirkungen zu finden sein. Unter Umständen wäre eine Ableitung des Bildungsszenarios für den entkoppelten Kern dann möglich.

# Anhang A

## Galaxiendaten

Tabelle A.1: Daten der Galaxien

Name	RA [h:m:s]	Dec [d:m:s]	Typ	$M_R$ [mag]	$R_{eff}$ [pc]	$R_{eff}$ [arcsec]	RV [ $kms^{-1}$ ]
FCC043	03:26:02.24	-32:53:40.4	dE2	-18.62	1.44	16.5	1328.07
FCC046	03:26:25.02	-37:07:41.4	dE4	-16.25	0.57	6.5	2226.36
FCC136	03:34:29.48	-35:32:47.0	dE2,N	-17.40	1.19	16.3	1217.33
FCC150	03:35:24.09	-36:21:49.6	dE4,N	-16.50	0.52	6.5	1989.38
FCC204	03:38:13.59	-33:07:37.8	dE6,N	-17.25	0.97	11.1	1372.63
FCC207	03:38:19.27	-35:07:44.7	dE2	-16.27	0.71	8.1	1417.59
FCC245	03:40:33.87	-35:01:22.8	dE0,N	-16.20	0.95	12.9	2171.07
FCC266	03:41:41.33	-35:10:13.3	dE0,N	-16.30	0.59	5.6	1545.19
FCC288	03:43:22.63	-33:56:25.1	dS0	-16.62	0.86	9.8	1070.08
FS029	13:13:56.23	-16:16:24.4	dE5	-18.08	1.57	8.9	2482.76
FS076	13:15:05.9	-16:20:51	dE1	-16.68	0.73	4.4	2726.5
FS131	13:16:49.0	-16:19:42	dS0	-17.48	1.41	8.1	1417.59
FS373	10:37:22.9	-35:21:37.3	dE2	-18.73	1.42	7.7	2415.83
dE2	15:18:13.0	-24:11:47	dE6	-16.00	0.80	5.9	2018.15
dE3	15:18:44.7	-24:10:51	dE0	-18.30	1.17	8.5	2422.71

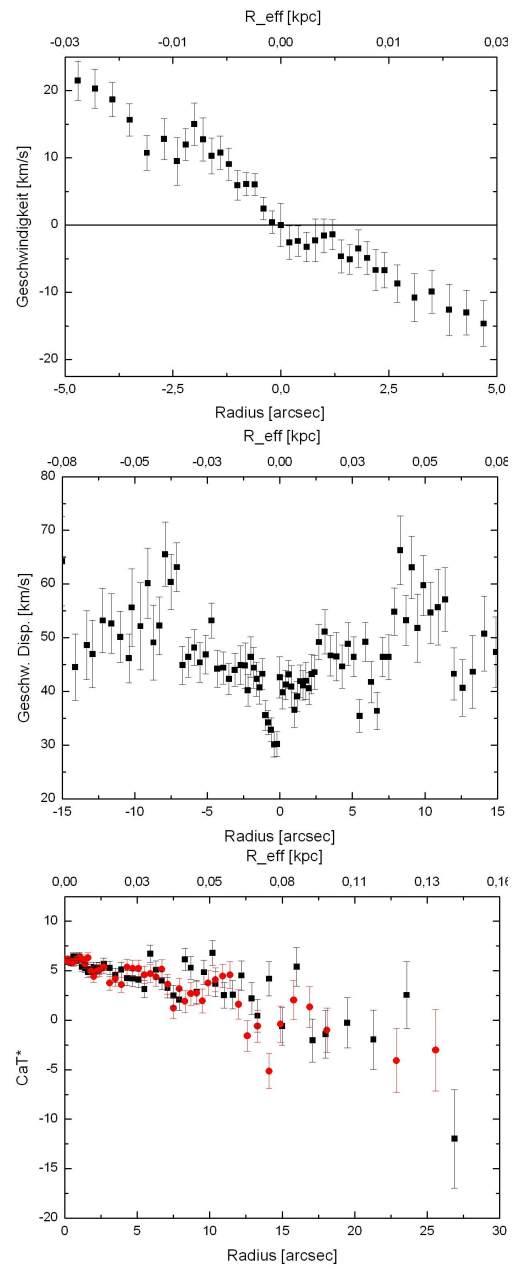
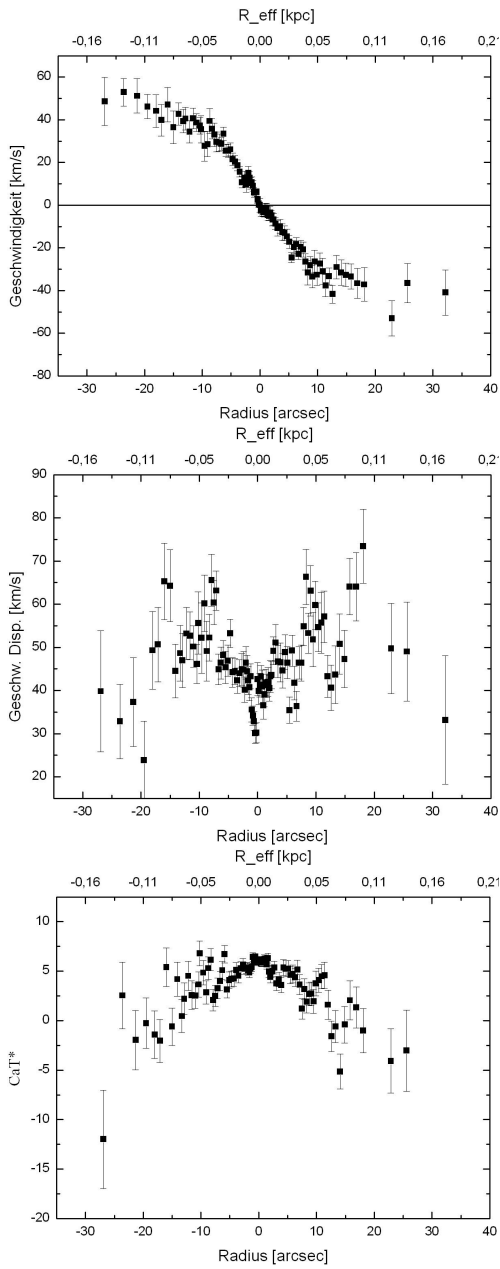


# Anhang B

## Diagramme der Galaxien

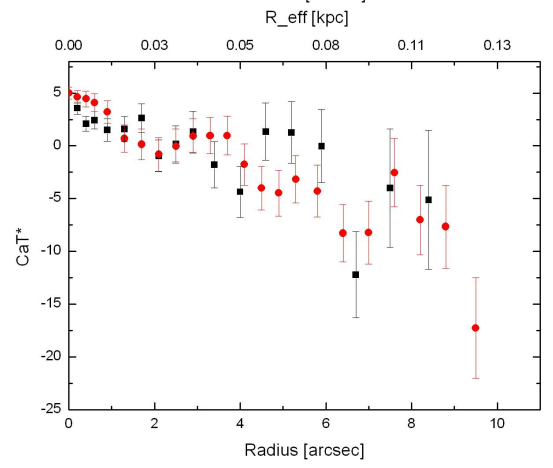
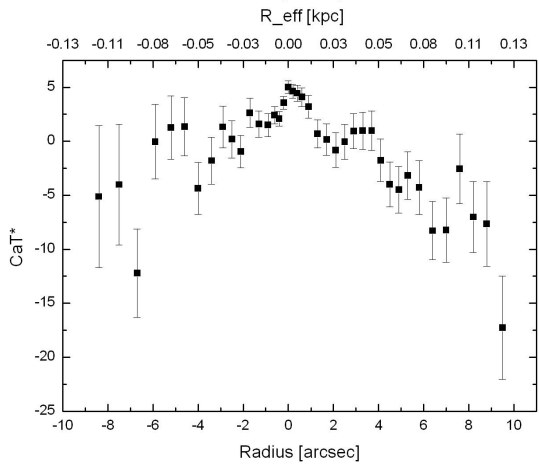
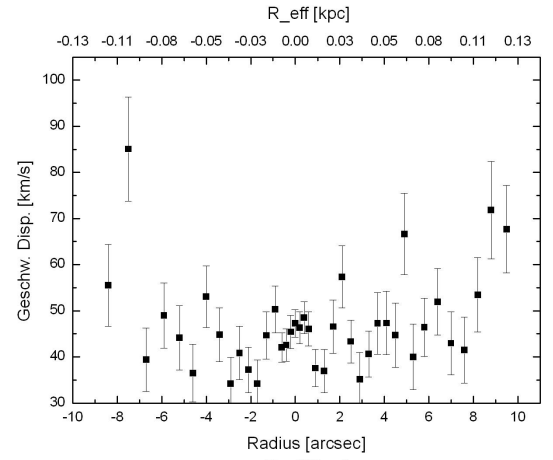
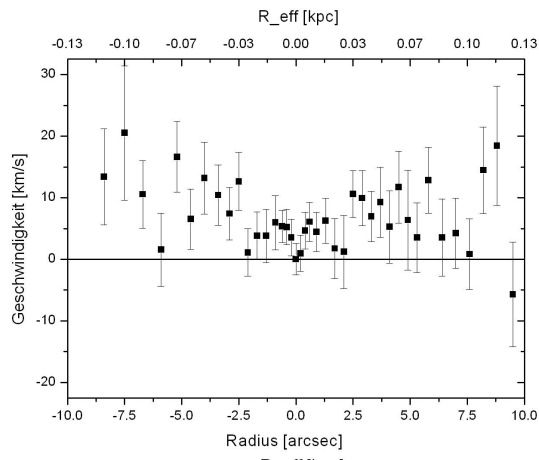
Die nachfolgenden Diagramme der Galaxien sind wie folgt angeordnet: Die erste Zeile bilden die Geschwindigkeitsdiagramme. In der zweiten Zeile liegen die Geschwindigkeitsdispersionsdiagramme und den Abschluss in der dritten Zeile machen die CaT\*-Diagramme. Für die ersten zwei Zeilen gilt, dass die linken Diagramme die gesamte Galaxie darstellen, während die rechten Diagramme den zentralen Bereich herausheben. In der dritten Zeile hingegen befindet sich links die CaT\*-Verteilung der gesamten Galaxie und auf der rechten Seite die Faltung dieser CaT\*-Verteilung. Bei den Galaxien FCC266 und FS373 bringt das Herausheben des zentralen Bereichs bei der Geschwindigkeitsdispersion keine bessere Erkenntnis, deswegen fehlt diesen Galaxien das zweite Geschwindigkeitsdispersionsdiagramm. Ähnlich sieht es auch bei den Galaxien FCC046, FCC150 und FS131 aus. Hier bringt allerdings weder das Herausheben bei der Geschwindigkeit noch bei der Geschwindigkeitsdispersion weitere Erkenntnisse, deswegen liegen die Ansichten der gesamten Galaxie beider Diagramme in der ersten Zeile. Galaxie FCC245 fällt ebenfalls aus dem Anordnungsschema heraus, weil zu wenige Datenpunkte vorhanden sind, um mehr Details als die gesamte Galaxie zu plotten. Deswegen liegen die Diagramme, der eigentlich linken Spalte, direkt hintereinander angeordnet vor.

## B.1 FCC043

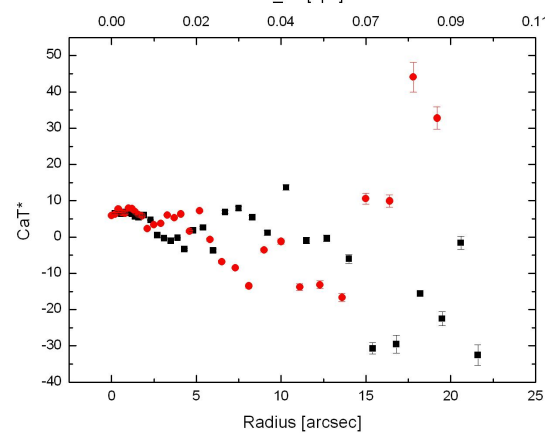
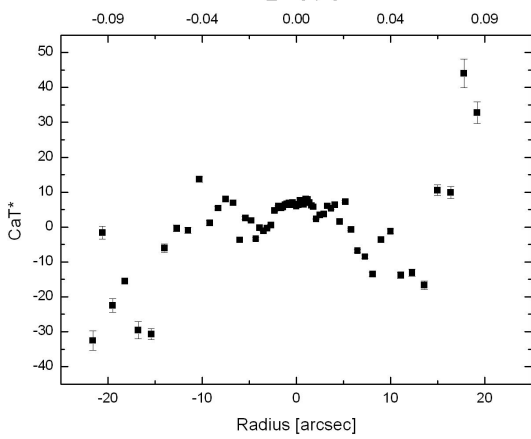
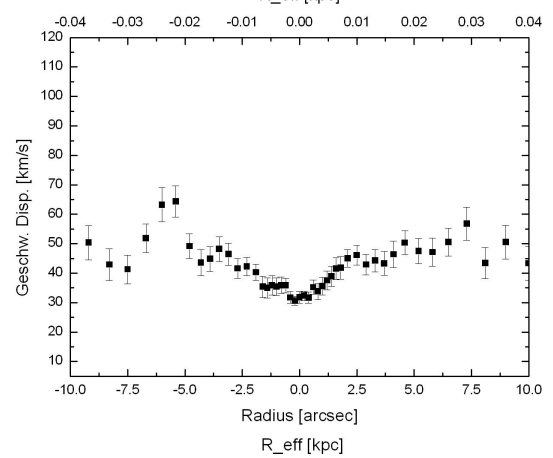
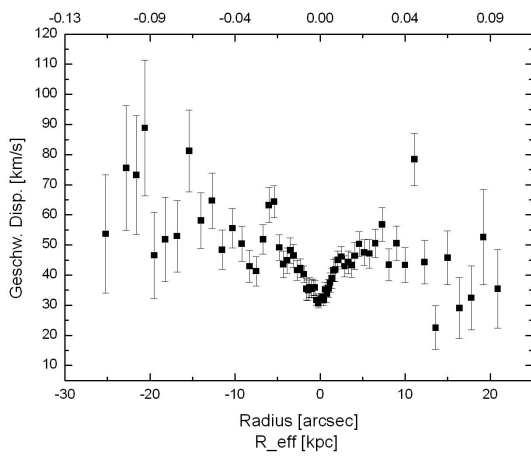
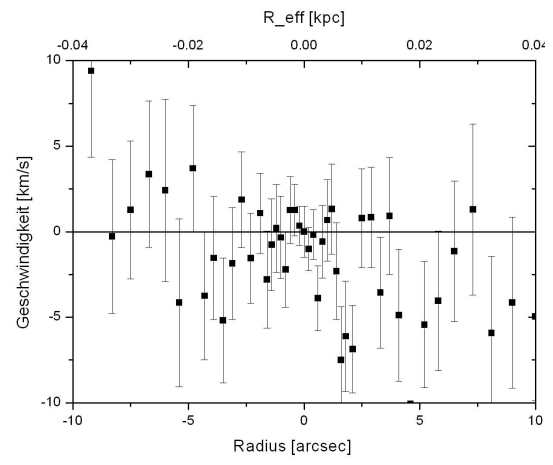
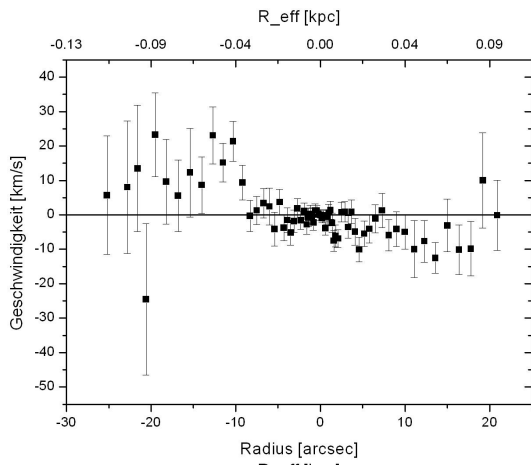




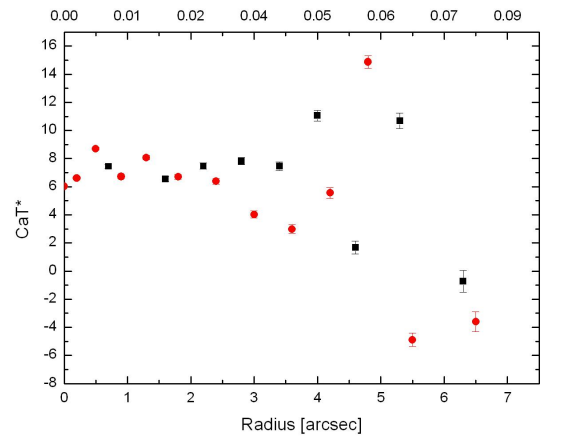
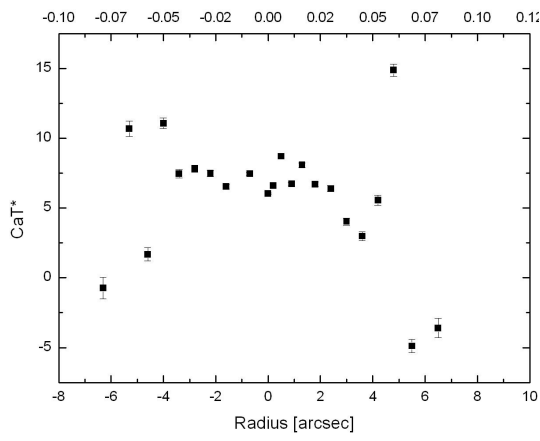
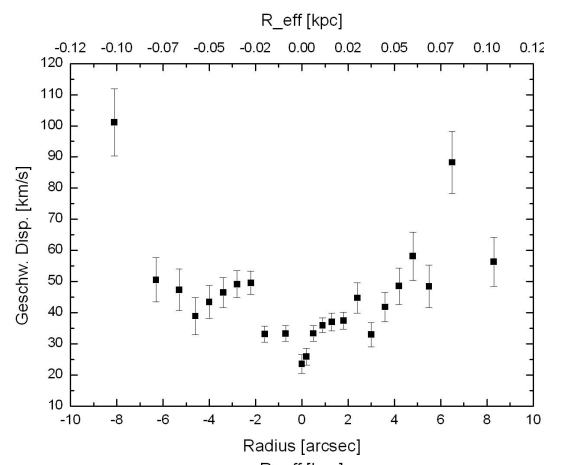
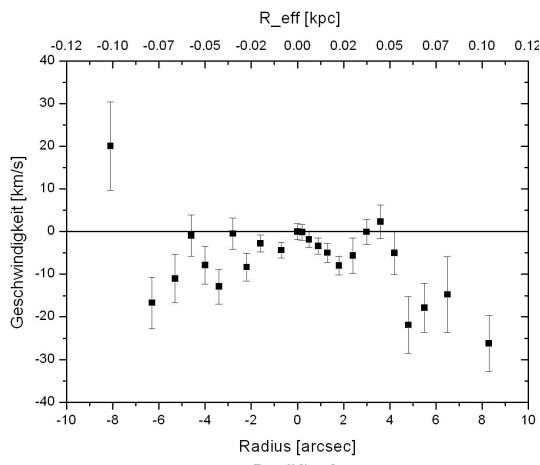
## B.2 FCC046



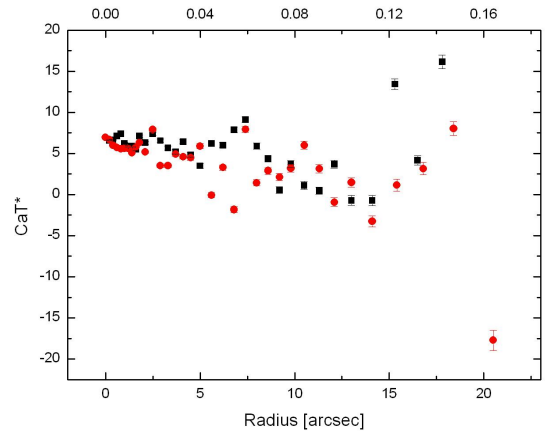
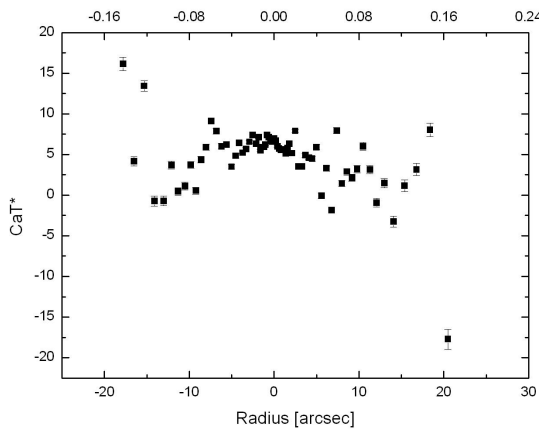
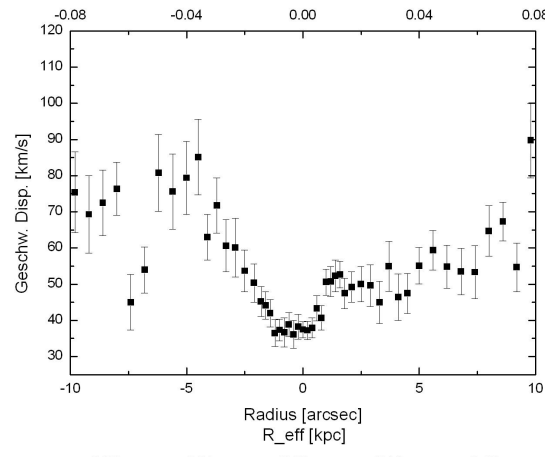
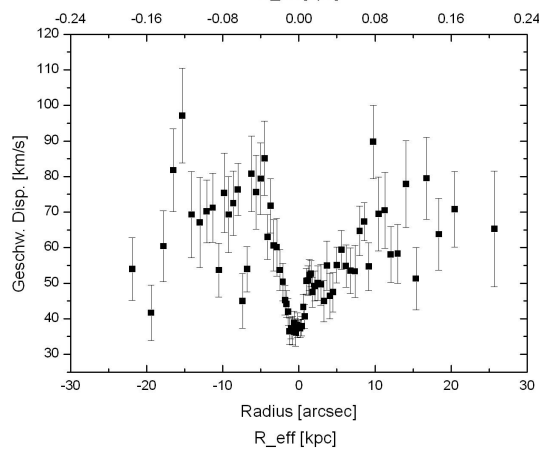
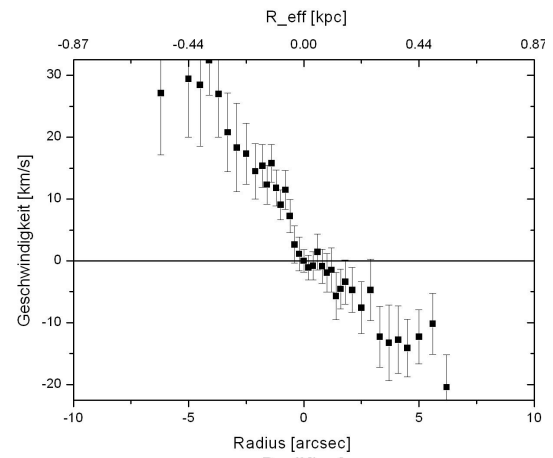
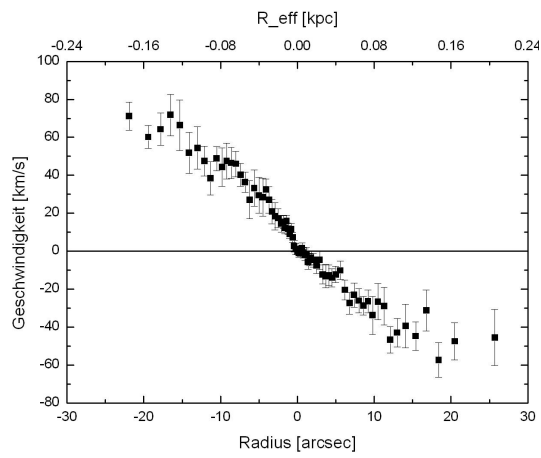
### B.3 FCC136



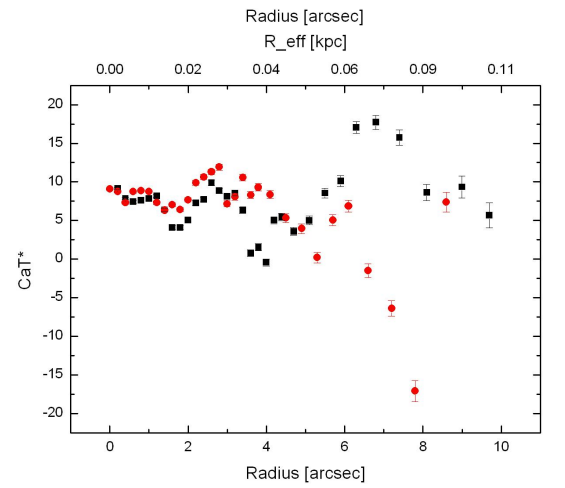
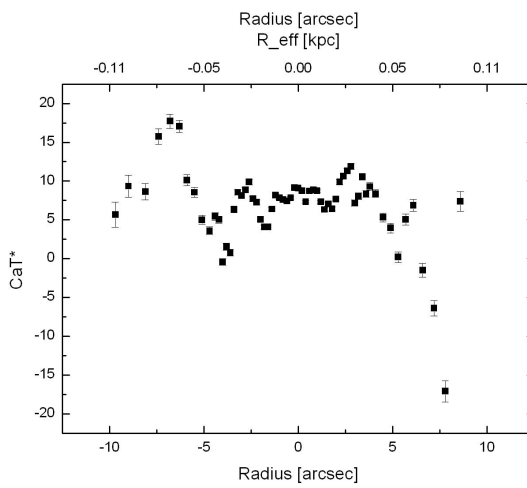
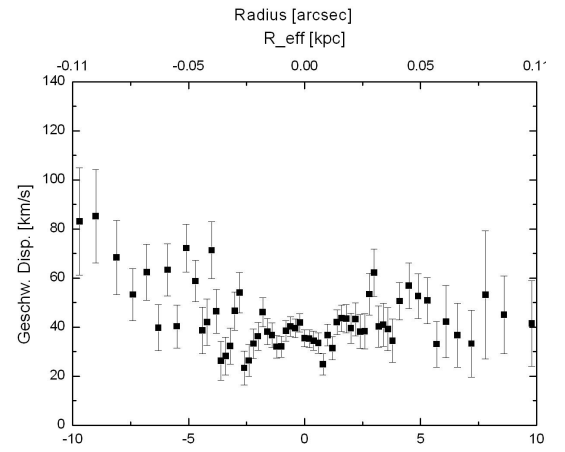
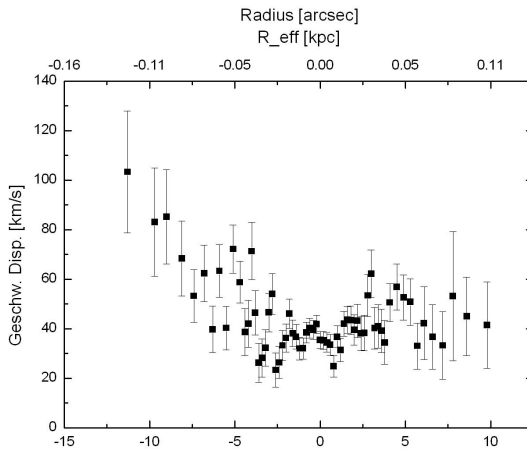
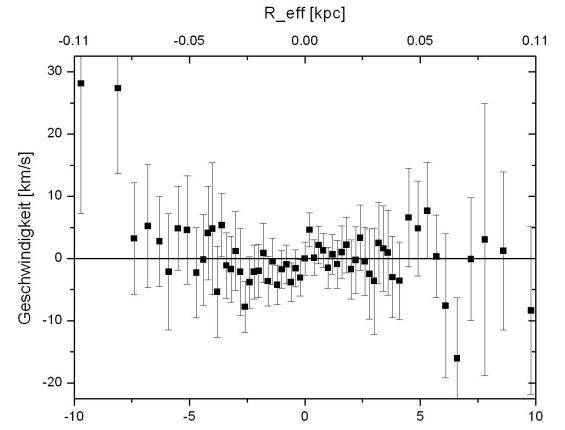
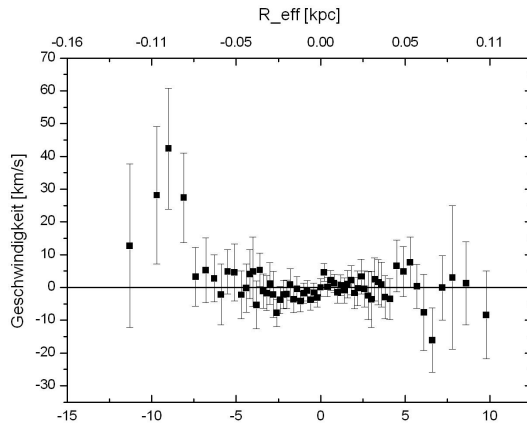
## B.4 FCC150



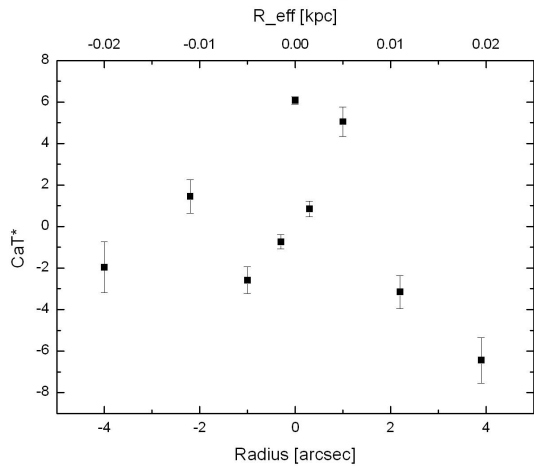
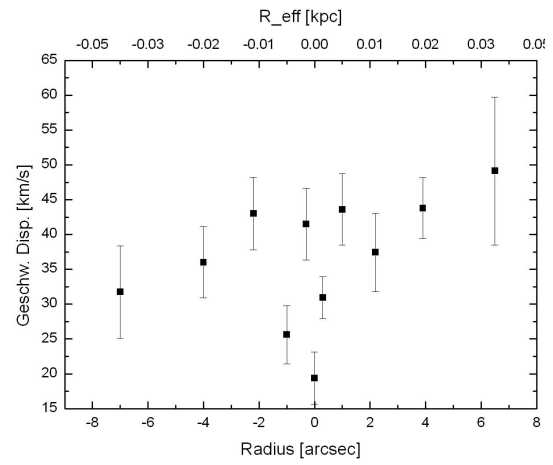
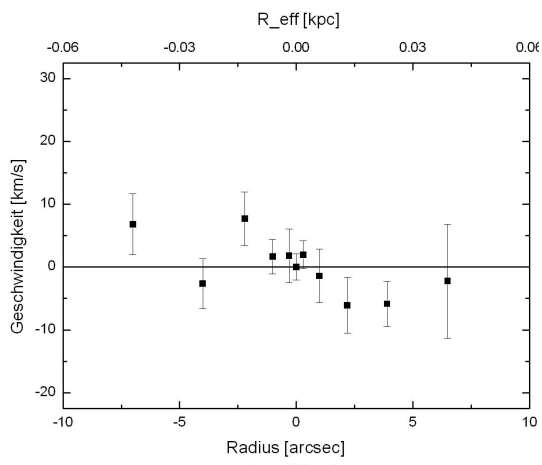
## B.5 FCC204



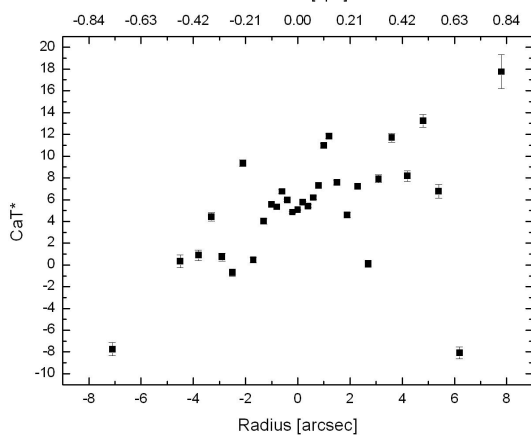
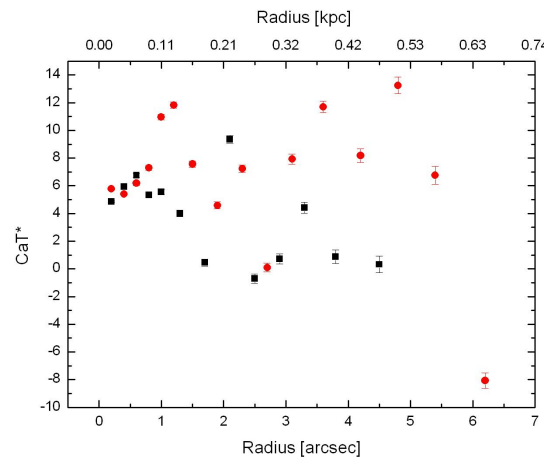
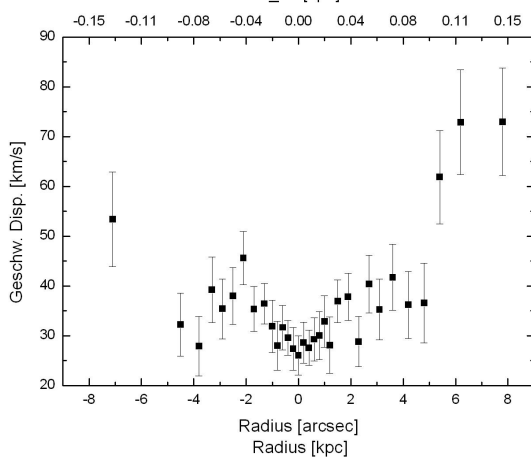
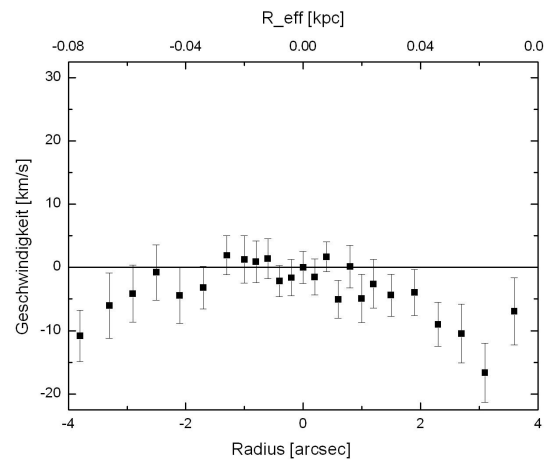
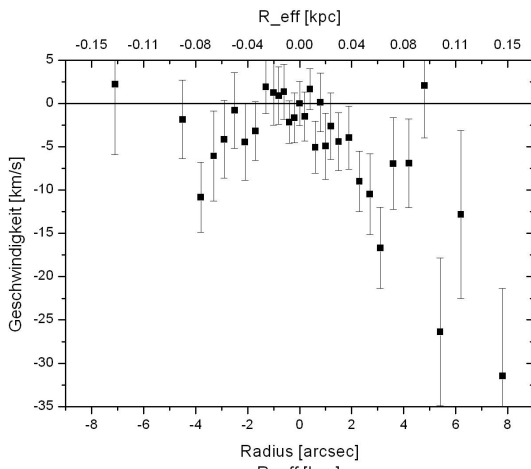
## B.6 FCC207



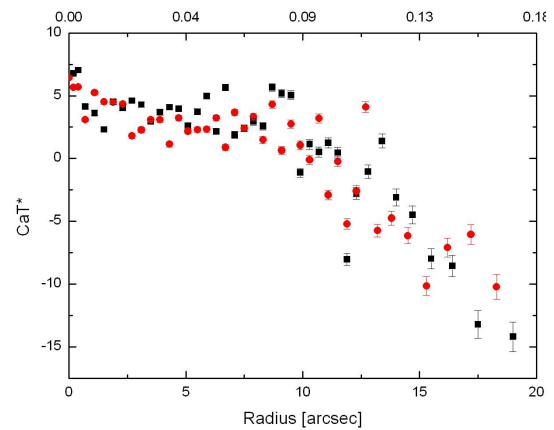
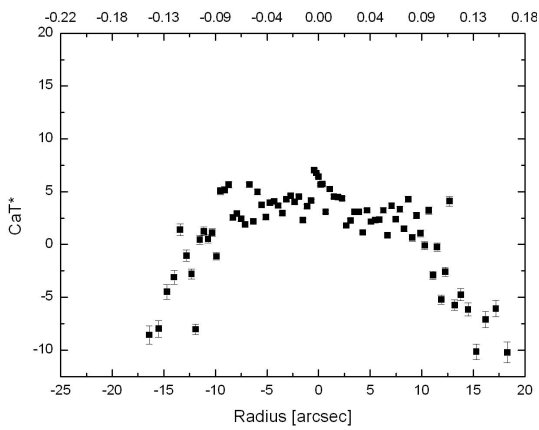
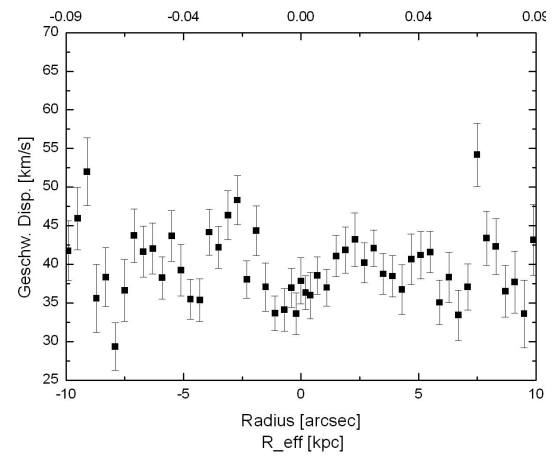
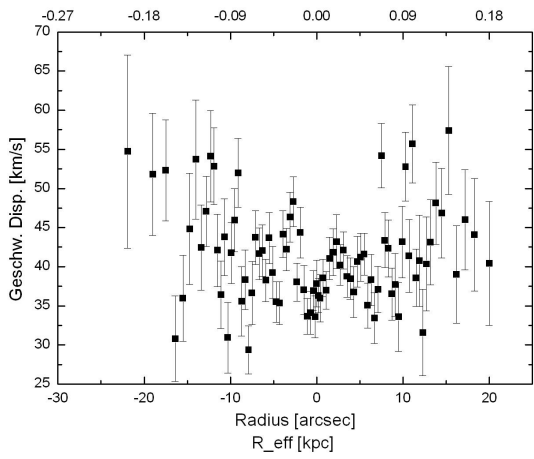
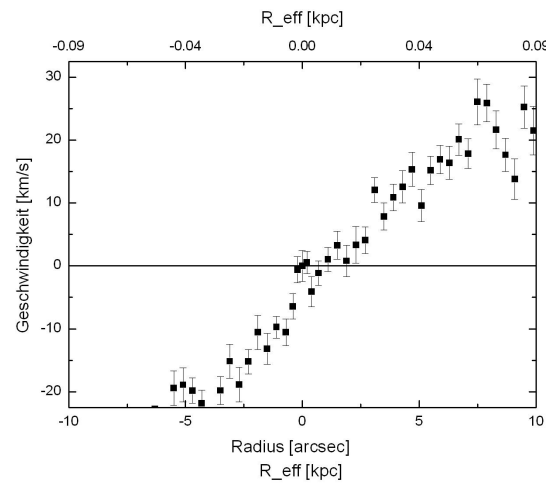
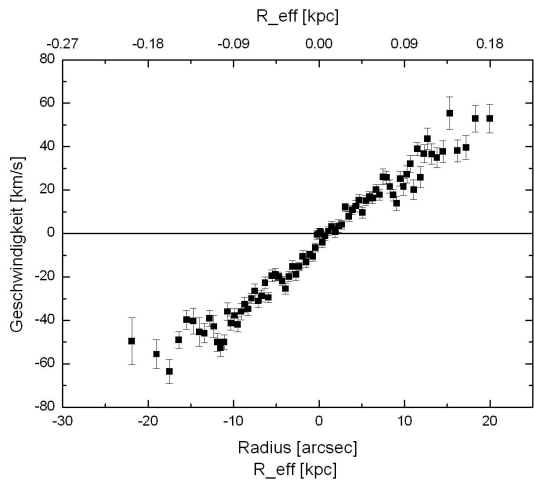
## B.7 FCC245



# B.8 FCC266

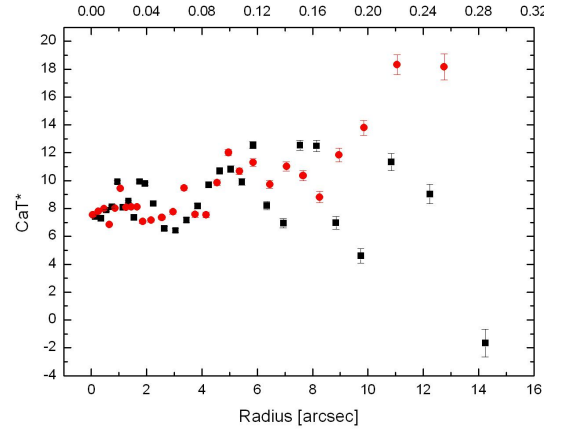
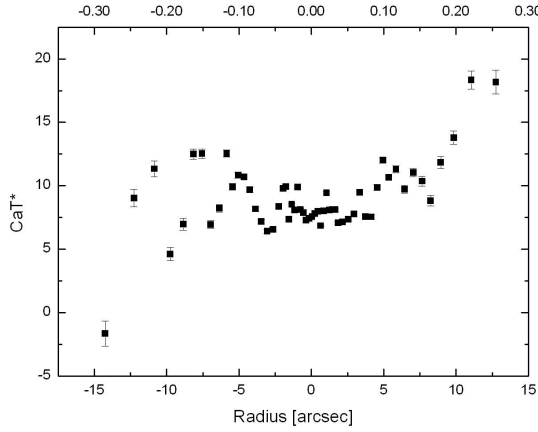
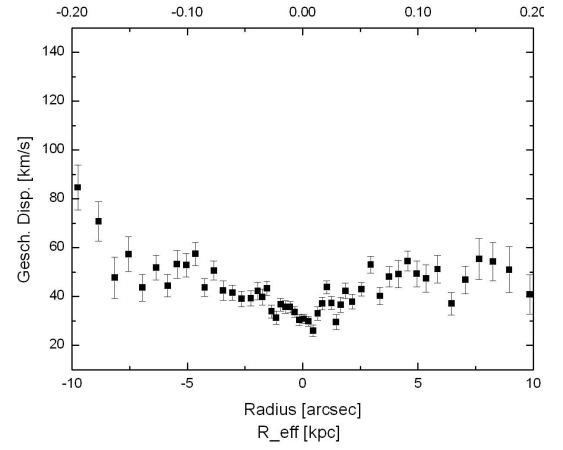
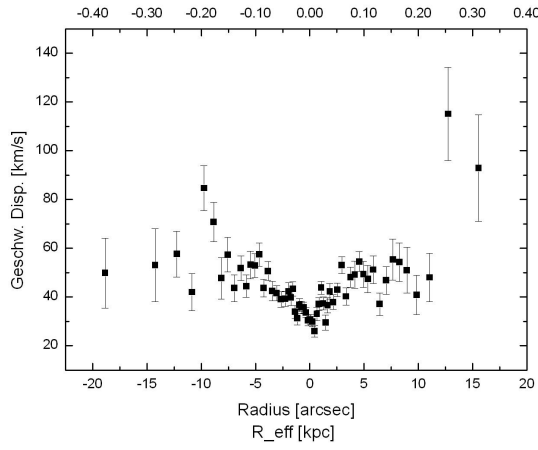
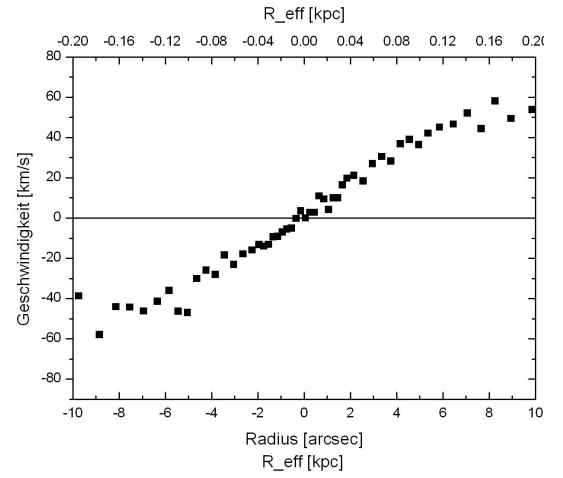
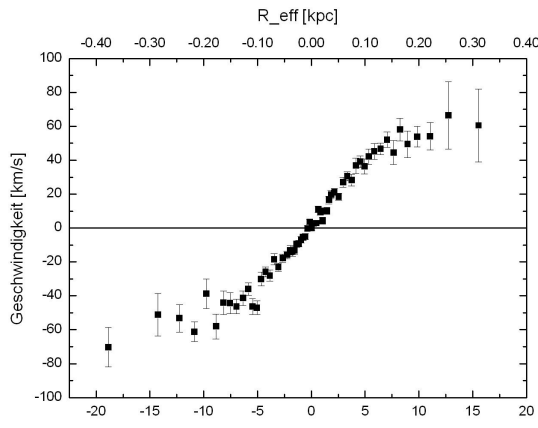


## B.9 FCC288

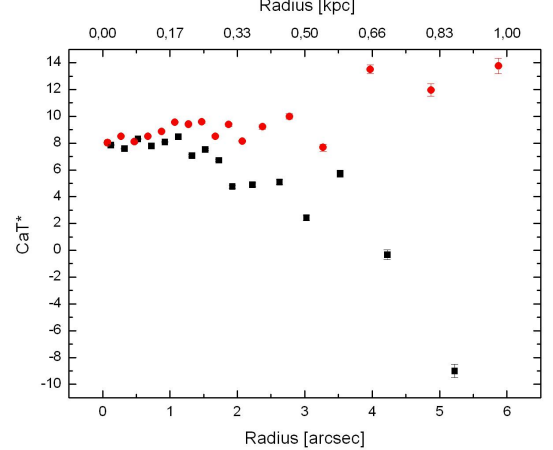
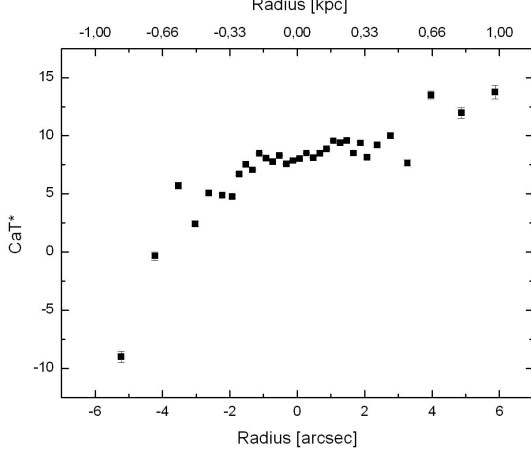
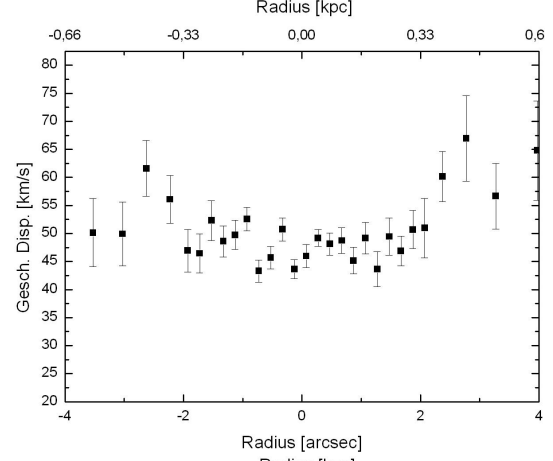
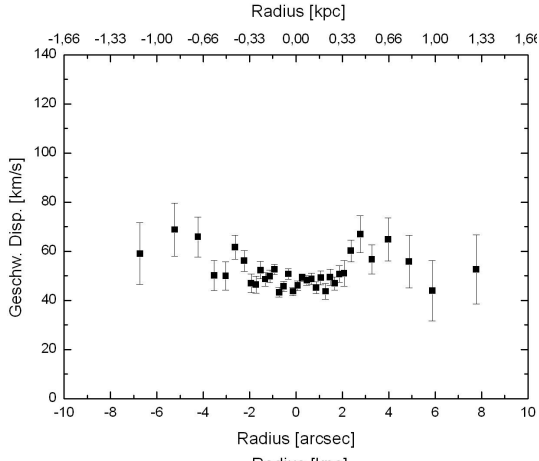
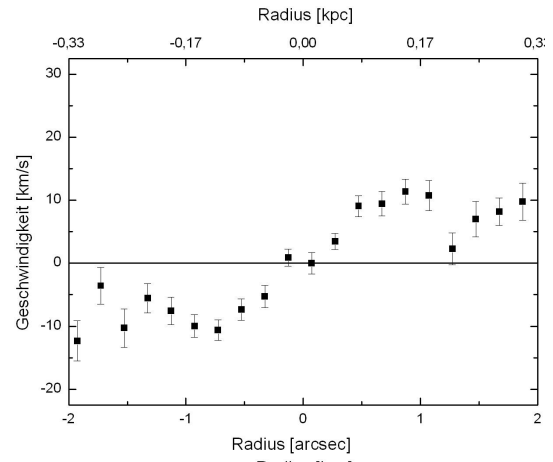
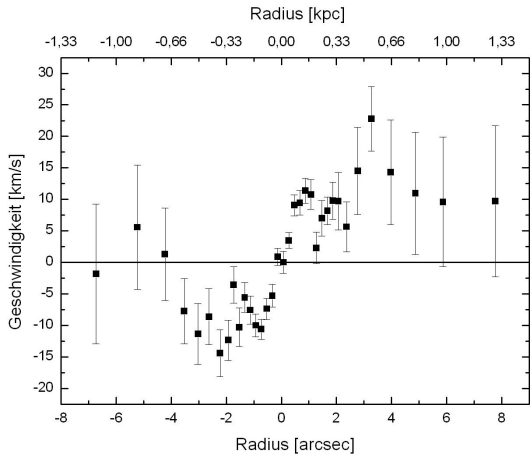




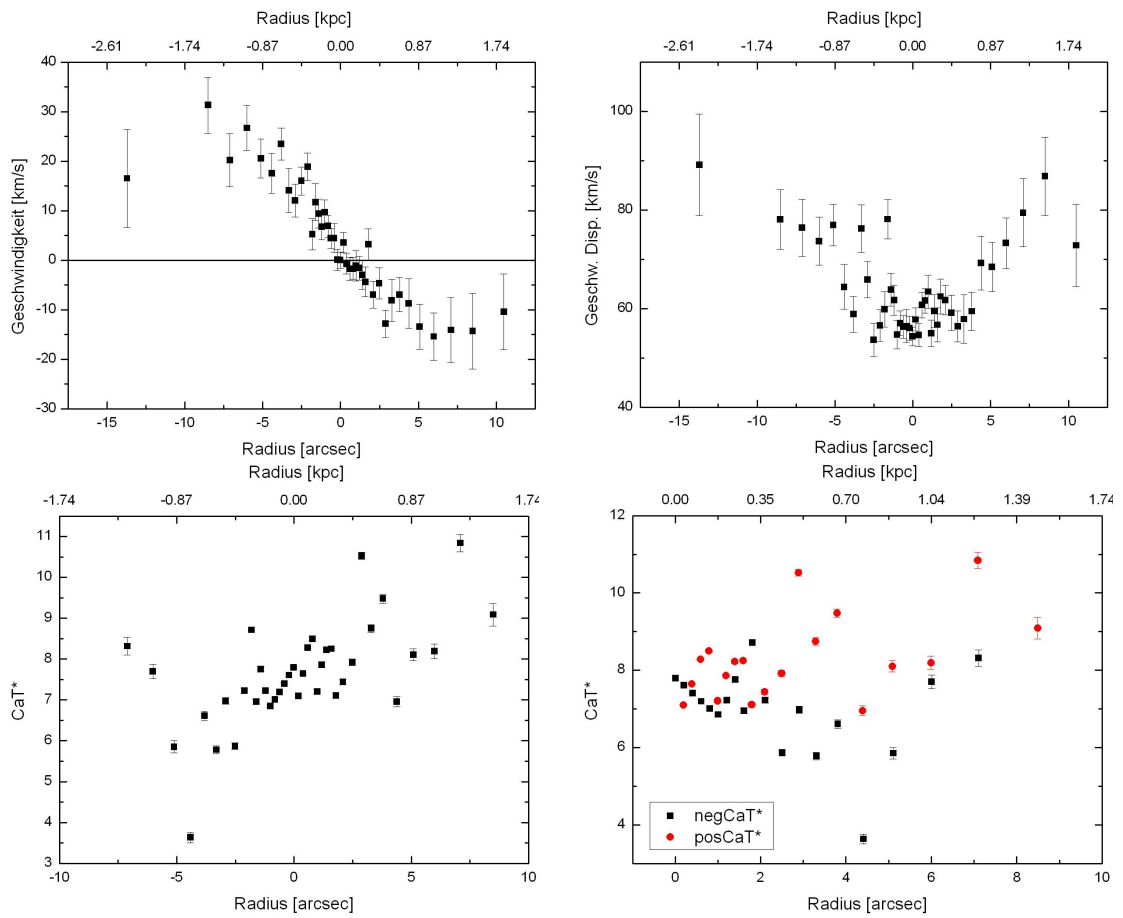
# B.10 FS029



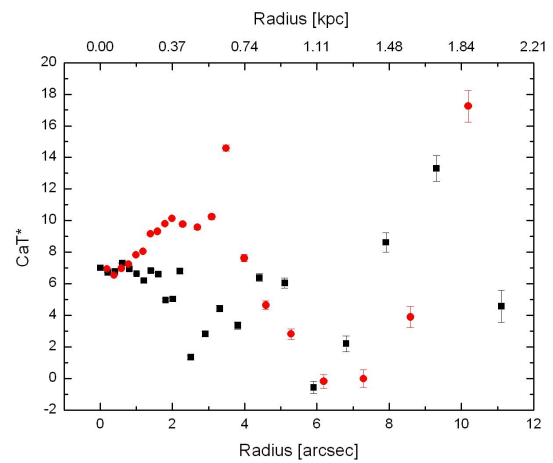
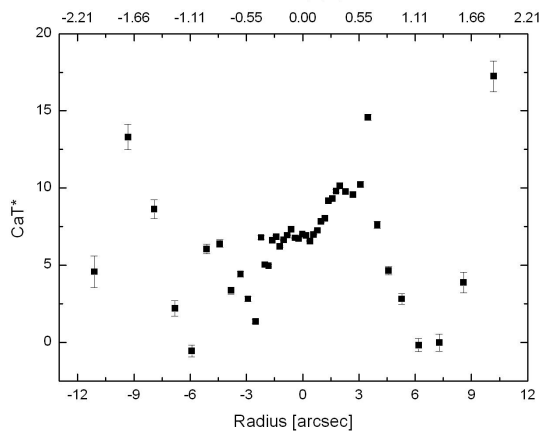
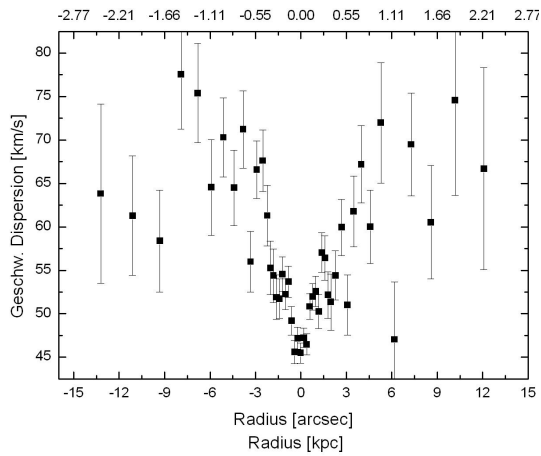
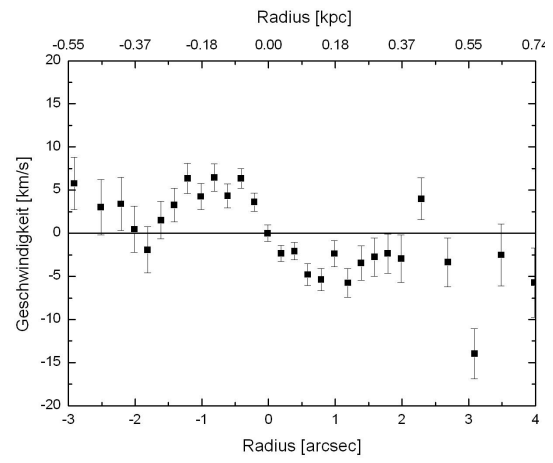
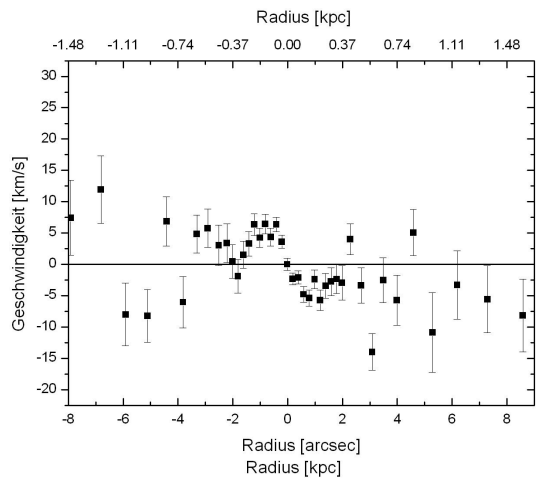
B.11 FS076



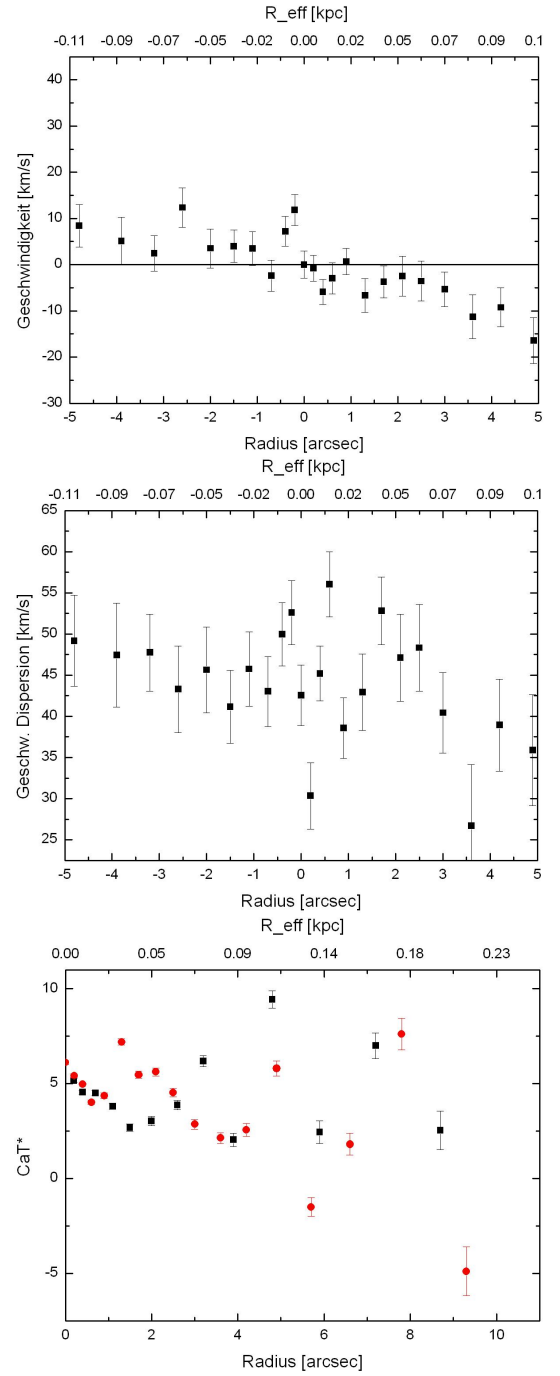
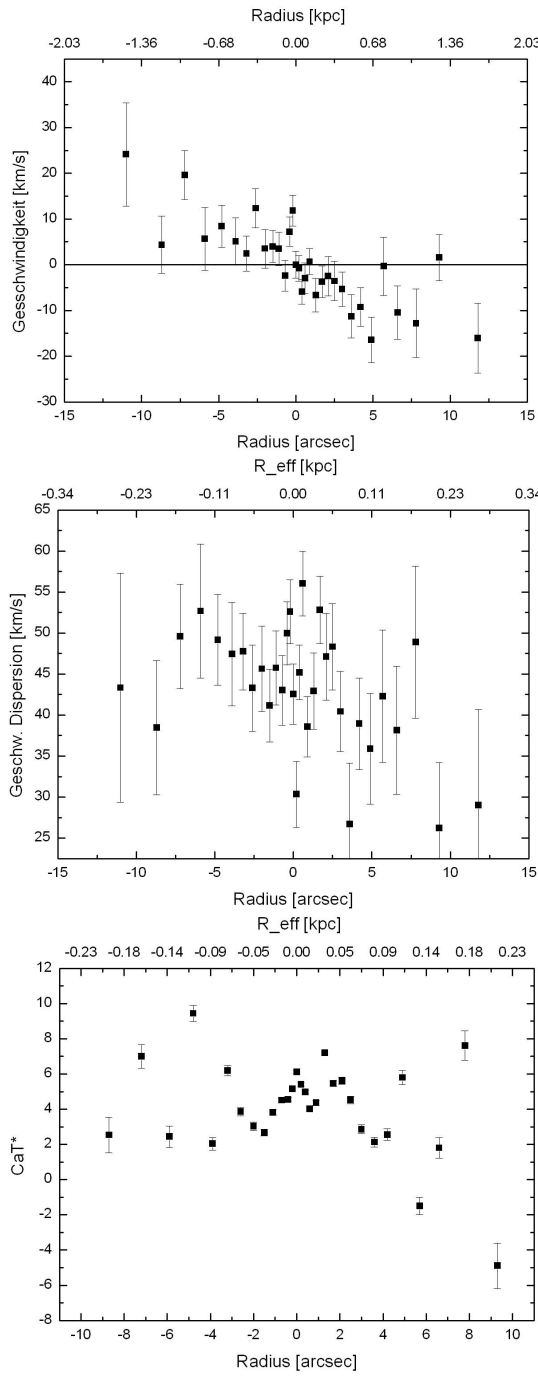
## B.12 FS131



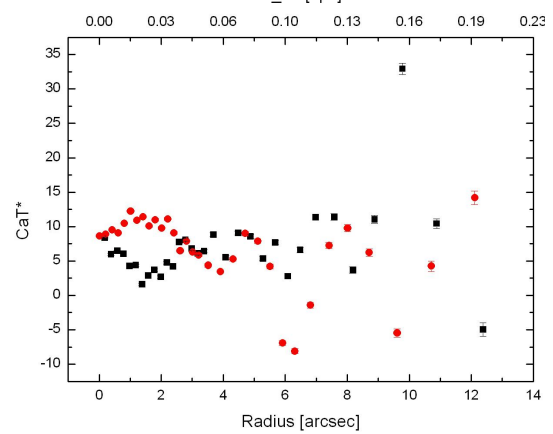
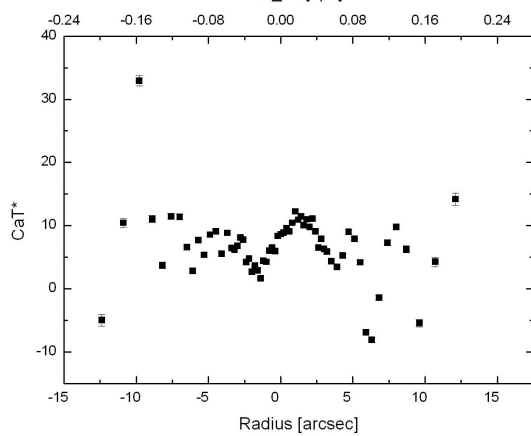
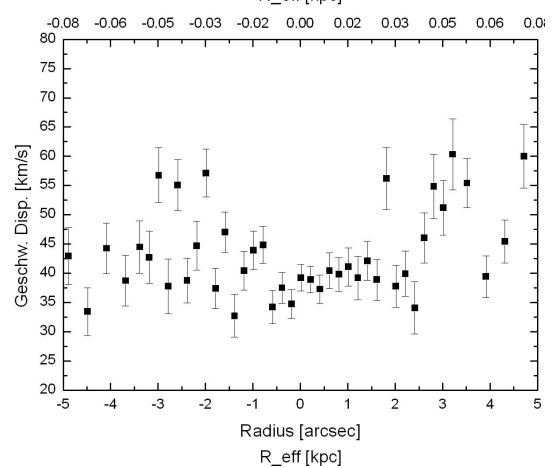
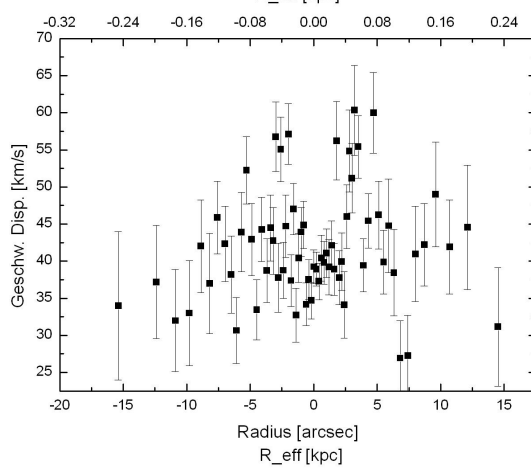
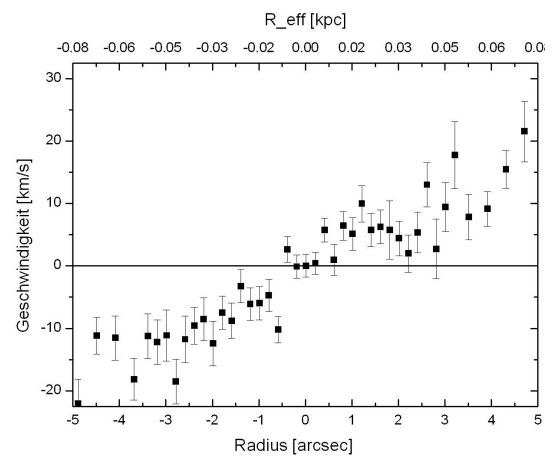
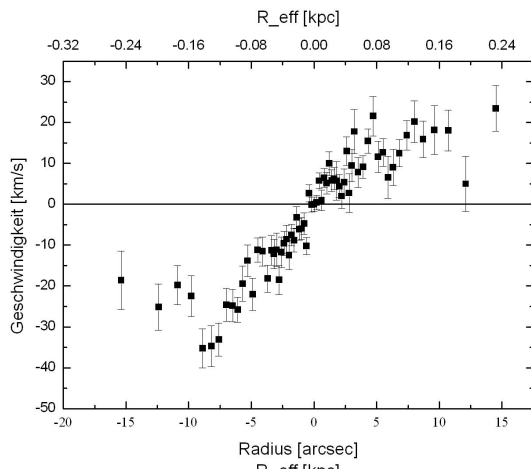
## B.13 FS373



# B.14 dE2



## B.15 dE3



# Anhang C

## Indexliste

Tabelle C.1: Indexdefinitionen

Index	Typ	blauer Bandpass		zentraler Bandpass		roter Bandpass		Quelle
OII3727	2	3665.000	3695.000	3695.000	3750.000	3750.000	3760.000	OII 3727
D4000	3	3750.000	3950.000	4050.000	4250.000	0.000	0.000	4000 break (Bruzual 1983)
B4000	4	3750.000	3950.000	4050.000	4250.000	0.000	0.000	4000 break (Gorgas et al. 1999)
HdA	2	4041.600	4079.750	4083.500	4122.250	4128.500	4161.000	Hdelta A (Worthey & Ottaviani 1997)
HdF	2	4057.250	4088.500	4091.000	4112.250	4114.750	4137.250	Hdelta F (Worthey & Ottaviani 1997)
CN1	1	4080.125	4117.625	4142.125	4177.125	4244.125	4284.125	Lick
CN2	1	4083.875	4096.375	4142.125	4177.125	4244.125	4284.125	Lick
Ca4227	2	4211.000	4219.750	4222.250	4234.750	4241.000	4251.000	Lick
G4300	2	4266.375	4282.625	4281.375	4316.375	4318.875	4335.125	Lick
HgA	2	4283.500	4319.750	4319.750	4363.500	4367.250	4419.750	Hgamma A (Worthey & Ottaviani 1997)
HgF	2	4283.500	4319.750	4331.250	4352.250	4354.750	4384.750	Hgamma F (Worthey & Ottaviani 1997)
HgVA125	1	4330.000	4340.468	4333.000	4352.737	4359.250	4368.750	Hgamma (Vazdekis & Arimoto 1999), sigma=125
HgVA200	1	4331.000	4340.750	4332.000	4352.250	4359.250	4368.750	Hgamma (Vazdekis & Arimoto 1999), sigma=200
HgVA275 (	1	4331.500	4341.000	4331.500	4351.875	4359.250	4368.750	Hgamma (Vazdekis & Arimoto 1999), sigma=275
Fe4383	2	4359.125	4370.375	4369.125	4420.375	4442.875	4455.375	Lick
Ca4455	2	4445.875	4454.625	4452.125	4474.625	4477.125	4492.125	Lick
Fe4531	2	4504.250	4514.250	4514.250	4559.250	4560.500	4579.250	Lick
Fe4668	2	4611.500	4630.250	4634.000	4720.250	4742.750	4756.500	Lick
Hbeta	2	4827.875	4847.875	4847.875	4876.625	4876.625	4891.625	Lick
Hbeta <sub>p</sub>	2	4815.000	4845.000	4851.320	4871.320	4880.000	4930.000	Hbeta plus aus Gonzalez Thesen (p116)
OIII <sub>1</sub>	2	4885.000	4935.000	4948.920	4978.920	5030.000	5070.000	OIII <sub>1</sub> aus Gonzalez Thesen (p116)
OIII <sub>2</sub>	2	4885.000	4935.000	4996.850	5016.850	5030.000	5070.000	OIII <sub>2</sub> aus Gonzalez Thesen (p116)
Fe5015	2	4946.500	4977.750	4977.750	5054.000	5054.000	5065.250	Lick
Mg1	1	4895.125	4957.625	5069.125	5134.125	5301.125	5366.125	Lick
Mg2	1	4895.125	4957.625	5154.125	5196.625	5301.125	5366.125	Lick
Mgb5177	2	5142.625	5161.375	5160.125	5192.625	5191.375	5206.375	Lick
Fe5270	2	5233.150	5248.150	5245.650	5285.650	5285.650	5318.150	Lick
Fe5335	2	5304.625	5315.875	5312.125	5352.125	5353.375	5363.375	Lick
Fe5406	2	5376.250	5387.500	5387.500	5415.000	5415.000	5425.000	Lick
Fe5709	2	5672.875	5696.625	5696.625	5720.375	5722.875	5736.625	Lick
Fe5782	2	5765.375	5775.375	5776.625	5796.625	5797.875	5811.625	Lick
Na5895	2	5860.625	5875.625	5876.875	5909.375	5922.125	5948.125	Lick
TiO1	1	5816.625	5849.125	5936.625	5994.125	6038.625	6103.625	Lick
TiO2	1	6066.625	6141.625	6189.625	6272.125	6372.625	6415.125	Lick
CO <sub>KH</sub>	5	22872.83	22925.26	22930.52	22983.22	00000.00	00000.00	Kleinmann & Hall (1986)

Tabelle C.1: Fortsetzung der Tabelle

Index	Typ	blauer Bandpass	zentraler Bandpass	roter Bandpass	Quelle	
CaT	503	8474.000	8484.000		nahes IR Ca Triplet (Cenarro et al. 2001)	
		8563.000	8577.000			
		8619.000	8642.000			
		8700.000	8725.000			
		8776.000	8792.000			
		8484.000	8513.000	1.0		
		8522.000	8562.000	1.0		
		8642.000	8682.000	1.0		
PaT	503	8474.000	8484.000		Paschen Index (Cenarro et al. 2001)	
		8563.000	8577.000			
		8619.000	8642.000			
		8700.000	8725.000			
		8776.000	8792.000			
		8461.000	8474.000	1.0		
		8577.000	8619.000	1.0		
		8730.000	8772.000	1.0		
CaT <sub>star</sub>	506	8474.000	8484.000		CaT* Index von Cenarro et al.(2001) (Paschen-korregierte nahes-IR Ca Triplet)	
		8563.000	8577.000			
		8619.000	8642.000			
		8700.000	8725.000			
		8776.000	8792.000			
		8461.000	8474.000	-0.93		
		8484.000	8513.000	1.0		
		8522.000	8562.000	1.0		
		8577.000	8619.000	-0.93		
		8642.000	8682.000	1.0		
		8730.000	8772.000	-0.93		
CaT1	501	8474.000	8484.000			1ste Linie des CaT (siehe unten)
		8563.000	8577.000			
		8619.000	8642.000			
		8700.000	8725.000			
		8776.000	8792.000			
		8484.000	8513.000	1.0		
CaT2	501	8474.000	8484.000		2te Linie des CaT (siehe unten)	
		8563.000	8577.000			
		8619.000	8642.000			
		8700.000	8725.000			
		8776.000	8792.000			
		8522.000	8562.000	1.0		
CaT3	501	8474.000	8484.000		3te Linie des CaT (siehe unten)	
		8563.000	8577.000			
		8619.000	8642.000			
		8700.000	8725.000			
		8776.000	8792.000			
		8642.000	8682.000	1.0		
CaZHOU	203	8447.000	8462.000		Calcium Triplet definiert von ZHOU	
		8631.000	8644.000			
		8488.000	8508.000	1.0		
		8532.000	8552.000	1.0		
		8652.000	8672.000	1.0		
CaDH	203	8559.000	8634.000		Calcium Triplet definiert von DH	
		8683.000	8758.000			
		8483.000	8511.000	1.0		
		8517.000	8559.000	1.0		
		8634.000	8683.000	1.0		
CaJON	203	8633.000	8637.000		Calcium Triplet definiert von JON	
		8903.000	8907.000			
		8483.000	8511.000	1.0		
		8517.000	8559.000	1.0		
		8634.000	8683.000	1.0		



Tabelle C.1: Fortsetzung der Tabelle

Index	Typ	blauer Bandpass	zentraler Bandpass	roter Bandpass	Quelle
MgI	301				Nahes-IR Magnesium Index (Cenarro et al. 2001, in "Highlights of Spanish Astroph. II", p 365, Kluwer)
		8781.000	8789.000		
		8831.000	8835.500		
		8841.500	8846.000		
		8802.500	8811.00	1.0	
sTiO	-5				Near-IR spectral slope (Cenarro et al. in preparation)
		8474.000	8484.000		
		8563.000	8577.000		
		8619.000	8642.000		
		8700.000	8725.000		
		8776.000	8792.000		



# Anhang D

## Daten zu den Gruppen der Samplegalaxien

**Tabelle D.1:** Daten zu dem Fornaxhaufen und den Gruppen NGC5044 und NGC5898

	Fornaxhaufen	NGC5044	NGC5898
Koordinaten (EQ2000)	RA 03h38m30.9s DEC -35d27m16.0s	RA 13h15m24.0s Dec -16d23m08.0s	RA 15h19m37.1s Dec -23d50m36s
Durchmesser	4.5 <i>arcmin</i>	3 <i>arcmin</i>	2°
Radialgeschwindigkeit	1379 <i>kms</i> <sup>-1</sup>	2706 <i>kms</i> <sup>-1</sup>	2325 <i>kms</i> <sup>-1</sup>
Rotverschiebung	0.004600	0.009020	0.00775
Entfernung	18.4 <i>Mpc</i>	36 <i>Mpc</i>	31 <i>Mpc</i>
Mitglieder	340	111	7
Masse	≈ 9 × 10 <sup>13</sup> <i>M</i> <sub>⊙</sub>	≈ 5.1 × 10 <sup>13</sup> <i>M</i> <sub>⊙</sub>	≈ 4.6 × 10 <sup>12</sup> <i>M</i> <sub>⊙</sub>
Leuchtkraft		<i>M</i> <sub>B</sub> ≤ -13.5 <i>mag</i>	



# Literaturverzeichnis

- [ANDERSON 1974] ANDERSON, C. M. (1974). *Observations of the profile of the Ca II infrared triplet line lambda 8498 in late-type stars.* apj, 190:585–590.
- [APPLETON et al. 1990] APPLETON, P. N., A. PEDLAR und A. WILKINSON (1990). *Extended neutral hydrogen emission in the NGC 5903/5898 binary elliptical system - Evidence for a double-galaxy accretion event.* apj, 357:426–434.
- [ARMANDROFF und DA COSTA 1991] ARMANDROFF, T. E. und G. S. DA COSTA (1991). *Metallicities for old stellar systems from Ca II triplet strengths in member giants.* aj, 101:1329–1337.
- [ARMANDROFF und ZINN 1988] ARMANDROFF, T. E. und R. ZINN (1988). *Integrated-light spectroscopy of globular clusters at the infrared CA II lines.* aj, 96:92–104.
- [BAADE 1944] BAADE, W. (1944). *The Resolution of Messier 32, NGC 205, and the Central Region of the Andromeda Nebula.* apj, 100:137–+.
- [BALCELLS und QUINN 1990] BALCELLS, M. und P. J. QUINN (1990). *The formation of counterrotating cores in elliptical galaxies.* apj, 361:381–393.
- [BARAZZA et al. 2002] BARAZZA, F. D., B. BINGGELI und H. JERJEN (2002). *More evidence for hidden spiral and bar features in bright early-type dwarf galaxies.* aap, 391:823–831.
- [BENDER 1988] BENDER, R. (1988). *Rotating and counter-rotating cores in elliptical galaxies.* aap, 202:L5–L8.
- [BETOYA-NONESA et al. 2006] BETOYA-NONESA, J. G., Y. FUKAZAWA und T. OHSUGI (2006). *Chandra and ROSAT Observations of NGC 5044: Profile of Dark Halos in Galaxy Groups.* pasj, 58:103–112.
- [BICA und ALLOIN 1987] BICA, E. und D. ALLOIN (1987). *Near-infrared spectral properties of star clusters and galactic nuclei.* aap, 186:49–63.

- [BUONANNO et al. 1995] BUONANNO, R., C. E. CORSI, F. F. PECCI, H. B. RICHER und G. G. FAHLMAN (1995). *Young globular clusters in the Milky Way: ARP 2*. *aj*, 109:650–662.
- [CENARRO et al. 2001] CENARRO, A. J., N. CARDIEL, J. GORGAS, R. F. PELLETIER, A. VAZDEKIS und F. PRADA (2001). *Empirical calibration of the near-infrared Ca ii triplet - I. The stellar library and index definition*. *mnras*, 326:959–980.
- [COHEN 1978] COHEN, J. G. (1978). *Near-infrared luminosity-sensitive features in M dwarfs and giants, and in M31 and M32*. *apj*, 221:788–796.
- [COHEN 1979] COHEN, J. G. (1979). *Observations and interpretations of radial gradients of absorption features in galaxies*. *apj*, 228:405–418.
- [DA COSTA et al. 1992] DA COSTA, G. S., T. E. ARMANDROFF und J. E. NORRIS (1992). *The metal abundance and age of the globular cluster Ruprecht 106*. *aj*, 104:154–163.
- [DE RIJCKE et al. 2003a] DE RIJCKE, S., H. DEJONGHE, W. W. ZEILINGER und G. K. T. HAU (2003a). *Embedded disks in Fornax dwarf elliptical galaxies*. *aap*, 400:119–125.
- [DE RIJCKE et al. 2004] DE RIJCKE, S., H. DEJONGHE, W. W. ZEILINGER und G. K. T. HAU (2004). *Dwarf elliptical galaxies with kinematically decoupled cores*. *aap*, 426:53–63.
- [DE RIJCKE et al. 2003b] DE RIJCKE, S., W. W. ZEILINGER, H. DEJONGHE und G. K. T. HAU (2003b). *Evidence for a warm interstellar medium in the Fornax dwarf ellipticals FCC046 and FCC207*. *mnras*, 339:225–234.
- [DEKEL und SILK 1986] DEKEL, A. und J. SILK (1986). *The origin of dwarf galaxies, cold dark matter, and biased galaxy formation*. *apj*, 303:39–55.
- [DIAZ et al. 1989] DIAZ, A. I., E. TERLEVICH und R. TERLEVICH (1989). *Near-IR features in late type stars - Their relation with stellar atmosphere parameters*. *mnras*, 239:325–345.
- [DRINKWATER et al. 2001] DRINKWATER, M. J., M. D. GREGG und M. COLLESS (2001). *Substructure and Dynamics of the Fornax Cluster*. *apjl*, 548:L139–L142.
- [FABER und LIN 1983] FABER, S. M. und D. N. C. LIN (1983). *Is there nonluminous matter in dwarf spheroidal galaxies*. *apjl*, 266:L17–L20.

- [FERGUSON 1989a] FERGUSON, H. C. (1989a). *Galaxy populations in the Fornax and Virgo clusters*. *apss*, 157:227–233.
- [FERGUSON 1989b] FERGUSON, H. C. (1989b). *Population studies in groups and clusters of galaxies. II - A catalog of galaxies in the central 3.5 deg of the Fornax Cluster*. *aj*, 98:367–418.
- [FERGUSON und BINGGELI 1994] FERGUSON, H. C. und B. BINGGELI (1994). *Dwarf elliptical galaxies*. *aapr*, 6:67–122.
- [FERGUSON und SANDAGE 1991] FERGUSON, H. C. und A. SANDAGE (1991). *Population studies in groups and clusters of galaxies. IV - Comparison of the luminosity functions and morphological-type distributions in seven nearby groups*. *aj*, 101:765–782.
- [GARCIA 1993] GARCIA, A. M. (1993). *General study of group membership. II - Determination of nearby groups*. *aaps*, 100:47–90.
- [GARZON et al. 1997] GARZON, F., M. LOPEZ-CORREDOIRA, P. HAMMERSLEY, T. J. MAHONEY, X. CALBET und J. E. BECKMAN (1997). *A Major Star Formation Region in the Receding Tip of the Stellar Galactic Bar*. *apjl*, 491:L31+.
- [GASTALDELLO et al. 2008] GASTALDELLO, F., D. A. BUOTE, P. TEMI, F. BRIGHENTI, W. G. MATHEWS und S. ETTORI (2008). *The X-ray cavities, filaments and cold fronts in the core of the galaxy group NGC 5044*. ArXiv e-prints.
- [GEHA et al. 2003] GEHA, M., P. GUHATHAKURTA und R. P. VAN DER MAREL (2003). *Internal Dynamics, Structure, and Formation of Dwarf Elliptical Galaxies. II. Rotating versus Nonrotating Dwarfs*. *aj*, 126:1794–1810.
- [GEISLER et al. 1995] GEISLER, D., A. E. PIATTI, J. J. CLARIA und D. MINNITI (1995). *Lower metallicity of the Galactic globular cluster system: Calcium triplet spectroscopy of metal-poor globular cluster giants*. *aj*, 109:605–617.
- [GINESTET et al. 1994] GINESTET, N., J. M. CARQUILLAT, M. JASCHEK und C. JASCHEK (1994). *Spectral classifications in the near infrared of stars with composite spectra. I. The study of MK standards.* *aaps*, 108:359–375.
- [GONZÁLEZ-GARCÍA et al. 2005] GONZÁLEZ-GARCÍA, A. C., J. A. L. AGUERRI und M. BALCELLS (2005). *Harassment origin for kinematic substructures in dwarf elliptical galaxies?*. *aap*, 444:803–812.

- [GONZALEZ et al. 1993] GONZALEZ, J. J., S. M. FABER und G. WORTHEY (1993). *Age and Metallicity of Elliptical Galaxies*. In: *Bulletin of the American Astronomical Society*, Bd. 25 d. Reihe *Bulletin of the American Astronomical Society*, S. 1355–+.
- [GORGAS et al. 1993] GORGAS, J., S. M. FABER, D. BURSTEIN, J. J. GONZALEZ, S. COURTEAU und C. PROSSER (1993). *Old stellar populations. IV - Empirical functions for features in the spectra of G and K stars*. *apjs*, 86:153–198.
- [GOURGOULHON et al. 1992] GOURGOULHON, E., P. CHAMARAUX und P. FOUQUE (1992). *Groups of galaxies within 80 Mpc. I - Grouping hierarchical method and statistical properties*. *aap*, 255:69–86.
- [GRAHAM et al. 2003] GRAHAM, A. W., H. JERJEN und R. GUZMÁN (2003). *Hubble Space Telescope Detection of Spiral Structure in Two Coma Cluster Dwarf Galaxies*. *aj*, 126:1787–1793.
- [GREBEL 2001] GREBEL, E. K. (2001). *Dwarf Galaxies in the Local Group and in the Local Volume (Invited Talk)*. In: DE BOER, K. S., R.-J. DETTMAR und U. KLEIN, Hrsg.: *Dwarf galaxies and their environment*, S. 45–+.
- [HARSOULA und VOGLIS 1998] HARSOULA, M. und N. VOGLIS (1998). *Counter-rotating galaxies formed by cosmological collapses*. *aap*, 335:431–442.
- [JONES et al. 1984] JONES, J. E., D. M. ALLOIN und B. J. T. JONES (1984). *The infrared CA II triplet - A luminosity indicator for stellar population synthesis*. *apj*, 283:457–465.
- [JONES und JONES 1980] JONES, J. E. und B. J. T. JONES (1980). *The Fornax cluster of galaxies*. *mnras*, 191:685–700.
- [JORGENSEN et al. 1992] JORGENSEN, U. G., M. CARLSSON und H. R. JOHNSON (1992). *The Calcium Infrared Triplet Lines in Stellar Spectra*. *aap*, 254:258–+.
- [KARICK et al. 2003] KARICK, A. M., M. J. DRINKWATER und M. D. GREGG (2003). *The surface brightness and colour-magnitude relations for Fornax cluster galaxies*. *mnras*, 344:188–200.
- [KEENAN und HYNEK 1945] KEENAN, P. C. und J. A. HYNEK (1945). *The Use of Infrared Spectra for the Determination of Absolute Magnitudes..* *apj*, 101:265–+.
- [KUNTSCHNER und DAVIES 1998] KUNTSCHNER, H. und R. L. DAVIES (1998). *The ages and metallicities of early-type galaxies in the Fornax cluster*. *mnras*, 295:L29+.



- [LINSKY et al. 1979] LINSKY, J. L., D. M. HUNTEN, R. SOWELL, D. L. GLACKIN und W. L. KELCH (1979). *Stellar model chromospheres. XI - A survey of CA II lambda 8542 line profiles in late-type stars of differing chromospheric activity*. *apjs*, 41:481–500.
- [MANTEGAZZA 1992] MANTEGAZZA, L. (1992). *Luminosities of yellow supergiants from near-infrared spectra - Calibration through Magellanic Cloud stars*. *aap*, 265:527–534.
- [MASSEY 1998] MASSEY, P. (1998). *Evolved Massive Stars in the Local Group. I. Identification of Red Supergiants in NGC 6822, M31, and M33*. *apj*, 501:153–+.
- [MCDERMID et al. 2006] MCDERMID, R. M., R. BACON, H. KUNTSCHNER, E. EMSELLEM, K. L. SHAPIRO, M. BUREAU, M. CAPPELLARI, R. L. DAVIES, J. FALCÓN-BARROSO, D. KRAJNOVIĆ, R. F. PELETIER, M. SARZI und T. DE ZEEUW (2006). *Stellar kinematics and populations of early-type galaxies with the SAURON and OASIS integral-field spectrographs*. *New Astronomy Review*, 49:521–535.
- [MENDEL et al. 2008] MENDEL, J. T., R. N. PROCTOR, D. A. FORBES und S. BROUGH (2008). *The anatomy of the NGC5044 group - I. Group membership and dynamics*. *mnras*, 389:749–765.
- [MERRILL 1934] MERRILL, P. W. (1934). *Photography of the Near Infra-Red Region of Stellar Spectra*. *apj*, 79:183–+.
- [MICHIELSEN et al. 2004] MICHIELSEN, D., S. DE RIJCKE, W. W. ZEILINGER, P. PRUGNIEL, H. DEJONGHE und S. ROBERTS (2004). *Evidence for a warm ISM in Fornax dEs - II. FCC032, FCC206 and FCCB729*. *ArXiv Astrophysics e-prints*.
- [MONTES und MARTIN 1998] MONTES, D. und E. L. MARTIN (1998). *Library of high-resolution UES echelle spectra of F, G, K and M field dwarf stars*. *aaps*, 128:485–495.
- [MOORE et al. 1996] MOORE, B., N. KATZ, G. LAKE, A. DRESSLER und A. OEMLER (1996). *Galaxy harassment and the evolution of clusters of galaxies*. *nat*, 379:613–616.
- [MORI und BURKERT 2000] MORI, M. und A. BURKERT (2000). *Gas Stripping of Dwarf Galaxies in Clusters of Galaxies*. *apj*, 538:559–568.
- [MORI et al. 1999] MORI, M., Y. YOSHII und K. NOMOTO (1999). *Dissipative Process as a Mechanism of Differentiating Internal Structures between Dwarf and Normal Elliptical Galaxies in a Cold Dark Matter Universe*. *apj*, 511:585–594.

- [O'CONNELL 1973] O'CONNELL, R. W. (1973). *Absolute spectral energy distribution of common stellar types..* aj, 78:1074–1092.
- [OLSZEWSKI et al. 1991] OLSZEWSKI, E. W., R. A. SCHOMMER, N. B. SUNTZEFF und H. C. HARRIS (1991). *Spectroscopy of giants in LMC clusters. I - Velocities, abundances, and the age-metallicity relation.* aj, 101:515–537.
- [PARSONS 1964] PARSONS, S. B. (1964). *Near-Infrared Classification of a and F Stars..* apj, 140:853–+.
- [PEDERSEN et al. 1997] PEDERSEN, K., Y. YOSHII und J. SOMMER-LARSEN (1997). *A New Measurement of the Baryonic Fraction Using the Sparse NGC 3258 Group of Galaxies.* apjl, 485:L17+.
- [RUTLEDGE et al. 1997a] RUTLEDGE, G. A., J. E. HESSER und P. B. STETSON (1997a). *Galactic Globular Cluster Metallicity Scale from the Ca II Triplet II. Rankings, Comparisons, and Puzzles.* pasp, 109:907–919.
- [RUTLEDGE et al. 1997b] RUTLEDGE, G. A., J. E. HESSER, P. B. STETSON, M. MATEO, L. SIMARD, M. BOLTE, E. D. FRIEL und Y. COPIN (1997b). *Galactic Globular Cluster Metallicity Scale from the Ca II Triplet I. Catalog.* pasp, 109:883–906.
- [SANDAGE und BINGGELI 1984] SANDAGE, A. und B. BINGGELI (1984). *Studies of the Virgo cluster. III - A classification system and an illustrated atlas of Virgo cluster dwarf galaxies.* aj, 89:919–931.
- [SCHARF et al. 2005] SCHARF, C. A., D. R. ZUREK und M. BUREAU (2005). *The Chandra Fornax Survey. I. The Cluster Environment.* apj, 633:154–164.
- [SHAPLEY 1938] SHAPLEY, H. (1938). *Two stellar systems of a new kind.* nat, 142:715–+.
- [SHARPLESS 1956] SHARPLESS, S. (1956). *The Infrared Spectral Classification of M-Type Stars..* apj, 124:342–+.
- [SILK 1977] SILK, J. (1977). *On the fragmentation of cosmic gas clouds. I - The formation of galaxies and the first generation of stars.* apj, 211:638–648.
- [SMITH und DRAKE 1987] SMITH, G. und J. J. DRAKE (1987). *The wings of the calcium infrared triplet lines in solar-type stars.* aap, 181:103–111.
- [SMITH und DRAKE 1990] SMITH, G. und J. J. DRAKE (1990). *The wings of the calcium infrared triplet lines in late-type giant stars.* aap, 231:125–130.

- [SUNTZEFF et al. 1993] SUNTZEFF, N. B., M. MATEO, D. M. TERNDROP, E. W. OLSZEWSKI, D. GEISLER und W. WELLER (1993). *Spectroscopy of Giants in the Sextans Dwarf Spheroidal Galaxy*. *apj*, 418:208–+.
- [SUNTZEFF et al. 1992] SUNTZEFF, N. B., R. A. SCHOMMER, E. W. OLSZEWSKI und A. R. WALKER (1992). *Spectroscopy of giants in LMC clusters. III - Velocities and abundances for NGC 1841 and Reticulum and the properties of the metal-poor clusters*. *aj*, 104:1743–1764.
- [TONRY et al. 1997] TONRY, J. L., J. P. BLAKESLEE, E. A. AJHAR und A. DRESSLER (1997). *The SBF Survey of Galaxy Distances. I. Sample Selection, Photometric Calibration, and the Hubble Constant*. *apj*, 475:399–+.
- [WORTHEY et al. 1994] WORTHEY, G., S. M. FABER, J. J. GONZALEZ und D. BURSTEIN (1994). *Old stellar populations. 5: Absorption feature indices for the complete LICK/IDS sample of stars*. *apjs*, 94:687–722.



# Lebenslauf

## **Theresa Gotthart**

18. Dezember 1983      Wien, Österreich

## **Schulbildung**

1990-1994      Volksschule Stiftgasse, Wien

1995-2002      BRG7 Kandlgasse, Wien

4. Juni 2002      Matura

## **Universitätslaufbahn**

WS 02/03      Beginn des Physikstudiums und Astronomiestudiums  
an der Universität Wien

SS 03      Abbruch des Physikstudiums

WS 03/04      Beginn des Psychologiestudiums an der  
Universität Wien

8. Februar 2006      Abschluss des Bakkalaureatsstudiums Astronomie  
an der Universität Wien

November 2006      Beginn mit der Diplomarbeit