



Institut für Astronomie



universität
wien

DIPLOMARBEIT

Titel der Diplomarbeit

Struktur von Polar Ring Galaxien

angestrebter akademischer Grad

Magister der Naturwissenschaften (Mag. rer. nat.)

Verfasser: **Harald Leibinger**
Matrikel-Nummer: **0009449**
Studienrichtung: **Astronomie A413**
Betreuer: **Dr. Christian Theis**

Wien, September 2009

Eidesstattliche Erklärung

Ich erkläre hiermit des Eides Statt, dass ich die vorliegende Arbeit selbstständig und ohne Benutzung anderer als der angegebenen Hilfsmittel angefertigt habe. Die aus fremden Quellen direkt oder indirekt übernommenen Gedanken sind als solche kenntlich gemacht.

Diese Arbeit wurde bisher in gleicher oder ähnlicher Form keiner anderen Prüfungsbehörde vorgelegt und auch noch nicht veröffentlicht.

Inhaltsverzeichnis

1	Einleitung	1
1.1	Extragalaktische Astronomie	1
1.1.1	Spiralgalaxien	2
1.1.2	Elliptische Galaxien	5
1.1.3	Linsenförmige Galaxien–S0	6
1.1.4	Irreguläre Galaxien	7
1.1.5	Zwerggalaxien	7
1.2	Wechselwirkungen von Galaxien	8
1.2.1	Arten der Wechselwirkung	8
1.2.2	Wechselwirkungsphänomene	9
1.3	<i>Polar Ring/Disk</i> Galaxien	10
1.3.1	Eigenschaften von <i>Polar Ring/Disk</i> Galaxien	11
1.3.2	Bildungsszenarien von <i>Polar Ring/Disk</i> Galaxien	15
1.3.3	Bedeutung von <i>Polar Ring/Disk</i> Galaxien	16
1.4	Ausgewählte Grundlagen der Astronomie	17
1.4.1	Zeitskalen stellarer Systeme	17
1.4.2	Numerische Astronomie	18
1.4.3	Einheiten	19
1.5	Ziel der Arbeit	19
2	Kosmologisch konsistente Anfangsbedingungen	21
2.1	Galaxien am Computer	21
2.1.1	Die Millennium-Simulation	21
2.1.2	Galaxienentstehungsmodelle	23
2.1.3	MINGA	24
2.2	Bestimmung des Parameterraums	25
2.2.1	Vorstudie $z = 0$	27
2.2.2	Vorstudie $z = 2.433$	28
2.2.3	Untersuchung der Verteilungen	30
2.3	Ergebnisse und Interpretation	32
2.4	Zusammenfassung	37
2.5	Anmerkungen	38

3	Parameterstudie	40
3.1	Das Programm	40
3.1.1	Initialisierung und N-Körper Rechnung	40
3.1.2	Analysewerkzeuge	43
3.2	Parameterstudie	45
3.3	Ergebnisse und Interpretation	47
3.3.1	Statistik	47
3.3.2	Struktur von <i>Polar Ring/Disk</i> Galaxien	48
3.3.3	Dichotomie bei <i>Polar Ring/Disk</i> Galaxien	52
3.4	Zusammenfassung	54
3.5	Anmerkungen	54
4	Selbstkonsistente Simulationen	55
4.1	Galaxien am Computer II	55
4.1.1	<i>GyrfaLcON</i>	55
4.1.2	KD95	57
4.2	Das Programm II	58
4.3	Wechselwirkung	60
4.4	Ergebnisse und Interpretation	63
4.5	Zusammenfassung	63
4.6	Anmerkungen	64
5	Vergleich mit anderen Studien	66
5.1	Vergleich dieser Studie mit anderen Studien	66
5.2	Akkretionsszenario im Vergleich zu anderen Szenarien	69
6	Schlussbetrachtung	73
	Danksagung	79
	Literaturverzeichnis	81
	Anhänge	86
A	<i>Polar Ring/Disk</i> Katalog - PRC	87
A.1	Die Kategorien	87
A.2	Der Katalog	88
B	Das N-Körper Problem	94
B.1	Das 1-Körper Problem	94
B.2	Das 2-Körper Problem	95
B.3	Das 3 bis N-Körper Problem	96

C Galaxiendynamik	97
C.1 Dynamische Reibung	97
C.2 Stoßfreie Systeme	98
C.3 Dichteprofile	100
D Grossräumige Strukturen	102
D.1 Dunkle Materie	102
D.2 Λ CDM	104
D.3 Strukturbildung im Universum	105
E Referenzkatalog der selbstkonsistenten Rechnungen	107
Kurzfassung und Lebenslauf	110

Kapitel 1

Einleitung

Die Astronomie ist eine der ältesten Wissenschaften, dennoch wissen wir erst seit weniger als hundert Jahren, dass definitiv Objekte außerhalb der Milchstraße existieren (Hubble, 1925). Die Astronomie versucht den Kosmos zu verstehen und seine Entwicklung nachzuvollziehen. Dabei ist die endliche Ausbreitungsgeschwindigkeit des Lichts behilflich, die es uns ermöglicht in die Vergangenheit unseres Universums zu blicken. Mit immer mehr technischen Mitteln versuchen wir die Rätsel zu entschlüsseln und mit immer mehr Gedanken und Theorien die Lücken unseres Verständnisses zu füllen. Im Laufe der Zeit haben wir gut funktionierende Modelle entwickelt, die immer noch interessante Phänomene enthalten, die es zu erforschen gilt.

Dieses Kapitels dient dazu, grundlegendes Wissen über Galaxien und Galaxienwechselwirkungen zu vermitteln, um im Anschluß auf *Polar Ring/Disk* Galaxien und einige wichtige Konzepte dieser Arbeit im Detail eingehen zu können.

1.1 Extragalaktische Astronomie

Eine Galaxie besteht unserem Verständnis nach aus einer stellaren Komponente, einer Gaskomponente, einer Staubkomponente und Dunkler Materie. Die wichtigste Wechselwirkungskraft zwischen diesen Komponenten ist dabei die Gravitation.

Eine von vielen Galaxien in unserem Universum ist die Milchstraße. Die extragalaktische Astronomie beschäftigt sich im Speziellen mit Systemen außerhalb unserer Milchstraße. Rein morphologisch unterscheidet man dabei verschiedene Typen von Galaxien und kann sie in so genannte Hubble-Typen (Hubble, 1936) einordnen (siehe Abb. 1.1).

Anhand verschiedener Merkmale kann man diese Gruppen noch feiner unterteilen. Auf diese Weise entstanden im Laufe der Geschichte viele verschiedene Klassifikationsschemata, z.B. de Vaucouleurs (1959). Da die klassischen Hubble-Typen immer noch weit verbreitet sind, sollen diese im nachfolgenden Kapitel im Detail besprochen werden. Einige Grundparameter dieser Typen werden in Tabelle 1.1 dargestellt, um die Skalen und räumlichen Größenverhältnisse besser einschätzen zu können.

Ergänzend sei darauf hingewiesen, dass man heute aus rein historischen Gründen die frühen Galaxientypen (*early type galaxies*) und die späten Galaxientypen (*late type galaxies*) unterscheidet, siehe Abb. 1.2.

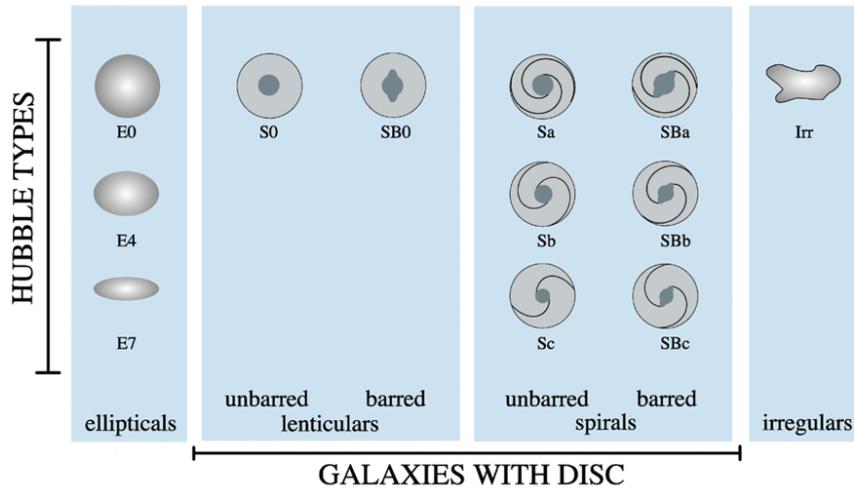


Abbildung 1.1: Hubble-Klassifikationsschema anhand der Morphologie nach Jones & Lambourne (2004). Dabei wird eingeteilt in Spiralgalaxien, elliptische Galaxien, linsenförmige Galaxien und irreguläre Galaxien.

1.1.1 Spiralgalaxien

Bei normalen Spiralgalaxien handelt es sich um Objekte, die sich aus 10^9 bis 10^{11} Sternen und einer großen Menge interstellarer Materie (Gas, Staub) zusammensetzen. Kennzeichnend und namensgebend ist eine Struktur mit Spiralarmen, die sich um eine zentrale Anhäufung von Sternen, dem so genannten *bulge*, winden. Die Mehrzahl der Sterne ist dabei in einer relativ dünnen Scheibe angeordnet (siehe Abb. 1.3), während sich ein großer Teil der Masse in der einbettenden Dunklen Materie befindet (näheres zur Dunklen Materie siehe Anhang D). Dadurch ergibt sich ein Massenspektrum von $10^{10}M_{\odot}$ bis $10^{12}M_{\odot}$. Die Klasse der Spiralgalaxien wird oftmals noch weiter unterteilt, abhängig von der *bulge*-Größe, beziehungsweise Helligkeit im Vergleich zur Scheibe, und dem Öffnungswinkel der Spiralarme (Sa-, Sb-, Sc-, Sd-Galaxien). Des Weiteren lassen einige Spiralgalaxien (circa 50% aller Spiralen) eine Komponente erkennen, die als Balken bezeichnet wird und wiederum zur Klassifizierung verwendet wird (Hubble, 1926). Überdies unterscheidet man die Spiralgalaxien in *grand design* und *flocculent* (z.B.: Elmegreen & Elmegreen, 1982). *Grand design* kennzeichnet in diesem Zusammenhang eine klare Armstruktur, während als *flocculent* bezeichnete Spiralen keine klare großräumige Spiralstruktur aufweisen.

Die Morphologie ist jedoch nicht der einzige Schlüssel zum Verständnis der Spiralgalaxien. Viel wichtiger sind die globalen und kinematischen Eigenschaften, die im Folgenden kurz aufgelistet werden sollen.

- **Die Scheibe:** Diese Komponente wird gewöhnlich in eine dünne und eine dicke Scheibe unterteilt. Die dünne Scheibe hat meist eine Skalenlänge von rund 3 bis 5 kpc (Ausdehnung der Scheibe, bei der die Dichte auf e^{-1} abgefallen ist), mit einer Skalenhöhe von 100 bis 400 pc (Höhe über der Scheibe, bei der die Dichte auf e^{-1} abgefallen ist). Die dicke Scheibe hat hingegen eine Skalenhöhe von 1 kpc. Die Scheibe vollführt eine rotationsgestützte Bewegung mit einer Rotationsgeschwindigkeit von rund 200 km/s und besitzt eine geringe Geschwindigkeitsdispersion. Die Flächenhelligkeit einer Scheibe wird oft als Exponentialfunktion der Form

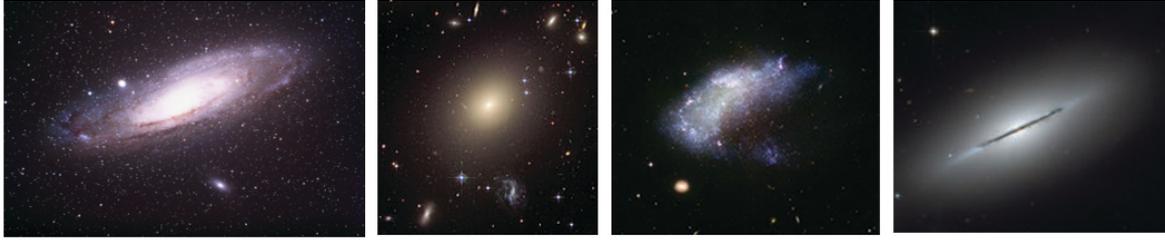


Abbildung 1.2: Aufnahmen der wichtigsten Galaxientypen; (links beginnend) NGC 224 (Spiralgalaxie), ESO 325-G004 (elliptische Galaxie), NGC 1427a (irreguläre Galaxie) und NGC 5866 (linsenförmige Galaxie). Bild: Komposition aus NASA/HST Bildern.

$$I(R) = I(0) \exp\left(-\frac{R}{R_d}\right) \quad (1.1)$$

I	Intensität
R	Abstand vom Galaxienzentrum
R_d	Skalenlänge der Scheibe

dargestellt. Auffallend ist die Rotationskurve, die bei den meisten Spiralgalaxien sehr ähnlich verläuft. Auffallend deshalb, da sie nicht nach Kepler ($\sim r^{-\frac{1}{2}}$) abfällt sondern bis in die äußeren Bereiche flach bleibt, Abb. 1.4. Diese Eigenart wurde von Rubin & Ford (1970) das erste Mal festgehalten und ist ein wichtiges Indiz für die Existenz der Dunklen Materie.

- Der bulge: Die Helligkeit des *bulge* folgt einem de-Vaucouleurs-Profil und besitzt eine geringe Rotation. Die stellare Masse, die sich in ihm befindet, umschließt rund $10^{11}M_{\odot}$. Oft wird das de-Vaucouleurs-Profil auch als $R^{1/4}$ -Gesetz bezeichnet und lässt sich als

$$I(R) = I_0 \exp\left(-7.67 \left[\left(\frac{R}{R_{\text{eff}}}\right)^{1/4} - 1\right]\right) \quad (1.2)$$

I	Intensität
R	Abstand vom Galaxienzentrum
R_{eff}	Effektiver Radius

schreiben. Allgemeiner ist jedoch das Sérsic-Profil

$$I_m(R) = I_c \exp\left(-b_m \frac{R^{1/m}}{R_d} - 1\right), \quad (1.3)$$

I	Intensität
R	Abstand vom Galaxienzentrum
R_{eff}	Effektiver Radius
b_m	Funktion des Sérsic-Index : $b_m = 2m - 0.324$

das für den Sérsic-Index $m = 4$ in das de-Vaucouleurs-Profil übergeht (Binney & Tremaine, 2008).

- Der stellare Halo: Der stellare Halo besitzt eine sphäroidale Verteilung und ebenfalls kaum Rotation. Er wird hauptsächlich von alten Sternen und Kugelsternhaufen bevölkert. Für die Dynamik spielt der stellare Halo nur eine geringe Rolle,

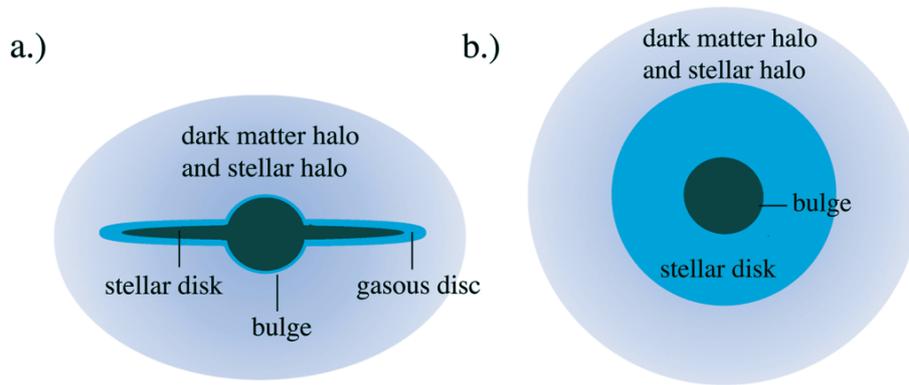


Abbildung 1.3: Schematische Ansicht (a) *edge-on* (b) *face-on* der wichtigsten Komponenten einer der Milchstraße ähnlichen Galaxie - stellare Scheibe, Gasscheibe, *bulge*, Dunkle Materie Halo, stellares Halo.

weil darin nur 1-10% der stellaren Masse stecken. Beachtung findet er dennoch, da er unter anderem die Dynamik des dunklen Halos preisgeben könnte.

- Der dunkle Halo: Der dunkle Halo ist die ausgedehnteste und auch massenreichste Komponente. Die Masse kann dabei das 5 bis 10-fache der Scheibenmasse betragen (Schneider, 2006). Die Natur der Dunklen Materie ist bis zum heutigen Zeitpunkt noch nicht geklärt. Dennoch kann man die Modelle der Dunklen Materie nach Binney & Tremaine (2008) grob in zwei Gruppen unterteilen.
 - elementare Teilchen, z.B. WIMPs (*weakly interacting massiv particles*) oder Axionen.
 - nicht-leuchtende makroskopische Objekte, so genannte MACHOS (*massive compact halo objects*)

Für eine genauere Diskussion der Dunklen Materie soll auf Anhang D verwiesen werden.

Um Spiralgalaxien weiter zu charakterisieren, soll hier auf einige wichtige Eigenschaften und Erkenntnisse eingegangen werden. Eine dieser Erkenntnisse stellt die Tully-Fisher-Relation (Tully & Fisher, 1977) dar. Diese beschreibt bei Spiralgalaxien eine Korrelation zwischen der maximalen Rotationsgeschwindigkeit und der Leuchtkraft, was sich durch die Gleichung

$$L \propto v_{\max}^{\alpha} \quad (1.4)$$

L	Leuchtkraft
v_{\max}	maximale Rotationsgeschwindigkeit
α	mit einem $\alpha \sim 4$ (wellenlängenabhängig)

ausdrücken lässt (Binney & Tremaine, 2008). Bemerkenswert ist dabei die Tatsache, dass die Rotationsgeschwindigkeit durch die Dunkle Materie dominiert wird, während die Leuchtkraft durch den Sternegehalt bestimmt ist. Dies impliziert eine Verbindung

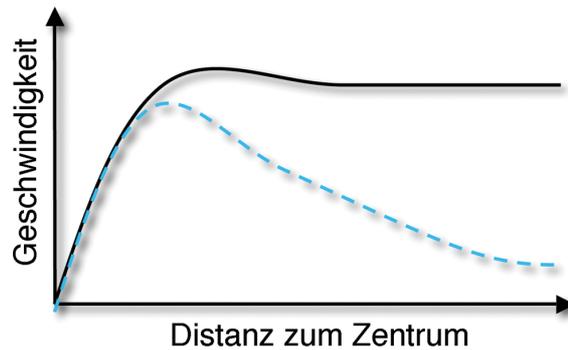


Abbildung 1.4: In Schwarz (durchgezogen) die beobachtete Rotationskurve und in Blau (unterbrochen) die ursprünglich erwartete Rotationskurve einer Scheibengalaxie.

zwischen dem Gehalt Dunkler Materie und stellarer Materie, die jedoch bis heute noch nicht vollständig geklärt ist.

Prozentuell findet man in weniger dichten Raumregionen bis zu 60% Spiralgalaxien, während die Häufigkeit im dichten Raum auf circa 10% absinkt (Binney & Tremaine, 2008).

Diese Kurzbeschreibung soll mit einem Vermerk darauf abgeschlossen werden, dass man im allgemeinen Gebrauch Spiralgalaxien als späte Typen bezeichnet.

1.1.2 Elliptische Galaxien

Anhand von Dynamik und Aufbau sollen hier die Eigenschaften elliptischer Galaxien beschrieben werden. Dieser Typ Galaxie unterscheidet sich beträchtlich von einer Spiralgalaxie, wobei die elliptische Form durch die Anisotropie in der Geschwindigkeitsverteilung entsteht (Binney & Tremaine, 2008). Im Allgemeinen sind elliptische Galaxien morphologisch charakterisiert durch ihre Elliptizität. Ihr Massenspektrum reicht von der zwergelliptischen Galaxie mit $10^5 M_{\odot}$ bis hin zu Riesenellipsen mit bis zu $10^{13} M_{\odot}$. Damit beherbergen elliptische Galaxien durchschnittlich 10^{11} bis 10^{13} Sterne und so gut wie keine interstellare Materie.

Das Helligkeitsprofil einer elliptischen Galaxie folgt dabei meist einem Sérsic-Profil (Gl. 1.3), wobei zwischen sehr helle Ellipsen mit einem Sérsic-Index von $m = 6$ und lichtschwachen Ellipsen mit $m = 2$ unterschieden wird (Binney & Tremaine, 2008).

Weiters lassen sich elliptische Galaxien nochmals in leuchtkräftige und weniger leuchtkräftige Ellipsen unterteilen, wobei erstere meist *boxy* Isophoten besitzen und die anderen mehr *disky* Isophoten (Bender, 1988). Elliptische Galaxien bestehen dabei vorwiegend aus alten Sternen, deren Metallizität zum Zentrum der Galaxie ansteigt.

Der weitere Aufbau elliptischer Galaxien stellte sich in den letzten Jahren ebenfalls als komplexer dar als zuerst angenommen. So ergaben Untersuchungen der Rotationsgeschwindigkeit und der Geschwindigkeitsdispersion, dass in einer elliptischen Galaxie oft noch eine kinematisch-entkoppelte Komponente zum Vorschein tritt (Binney & Tremaine, 2008). Zudem zeigte sich, dass elliptische Galaxien triaxiale Systeme sind und viele Vertreter dieses Typs Spuren einer Wechselwirkung zeigen. Diese äußern sich als *shells* und *ripples* (Näheres dazu in Kapitel "Wechselwirkungen"). Die Dynamik der elliptischen Galaxien wird durch eine geringe Rotation und eine hohe Geschwindigkeitsdispersion charakterisiert (Schneider, 2006).

Ähnlich wie bei Spiralgalaxien gibt es auch bei elliptischen Galaxien eine der Tully-Fisher-Relation analoge Relation, die Faber-Jackson-Relation (Faber & Jackson, 1976). Dabei skaliert die Geschwindigkeitsdispersion im Zentrum von Ellipsen mit deren Leuchtkraft. Dies lässt sich nach Binney & Tremaine (2008) mit Hilfe der Relation

$$L \propto \sigma_0^4 \quad (1.5)$$

L Leuchtkraft
 σ_0 Geschwindigkeitsdispersion im Zentrum

abschätzen. Die Streuung der Ellipsen um die Faber-Jackson-Relation ist jedoch größer als die Streuung der Spiralen um die Tully-Fisher-Relation (Sparke & Gallagher, 2007). Allerdings existiert für elliptische Galaxien eine Relation mit einer weitaus geringeren Streuung, die unter der Bezeichnung Fundamentalebene bekannt ist (Binney & Tremaine, 2008).

Die Häufigkeit elliptischer Galaxien liegt in reichen Haufen bei etwa 40 Prozent, während sie in weniger dichten Raumregionen unter 10% fällt, laut Binney & Tremaine (2008). Im Allgemeinen werden elliptische Galaxien oftmals als frühe Galaxientypen bezeichnet.

1.1.3 Linsenförmige Galaxien–S0

Als Zwischentyp von Spiralgalaxien und elliptischen Galaxien gelten die S0-Galaxien, auf die an dieser Stelle kurz eingegangen werden soll. Ähnlich wie Spiralgalaxien besitzen S0-Galaxien eine Scheibe, deren Helligkeit exponentiell abfällt (z.B. Bedregal, 2007). Des Weiteren finden sich in S0-Galaxien Balken, die zur Klassifikation verwendet werden können. Anders als Spiralgalaxien besitzen S0-Galaxien kaum interstellare Materie und eine relativ alte Sternpopulation. Besonders wichtig ist die Position der S0-Galaxien in der Fundamentalebene, die für eine enge Beziehung zu den elliptischen Galaxien spricht. Im Vergleich jedoch sind S0-Galaxien viel abgeflachter als die flachsten elliptischen Galaxien. In Bezug auf die Häufigkeit kann festgestellt werden, dass rund 50% der Galaxien in dichten Gruppen S0-Galaxien sind, während diese in weniger dichten Regionen extrem selten vorkommen (Binney & Tremaine, 2008). Beobachtet man höhere Rotverschiebungen werden die linsenförmigen Galaxien seltener, dem gegenüber steigt die Anzahl der Spiralgalaxien an.

In der momentanen Forschung geht man daher davon aus, dass S0-Galaxien eine Form der Spiralgalaxien darstellen. Um diesen Sachverhalt zu beschreiben, findet sich in der Literatur folgendes Modell: Einerseits entstehen S0-Galaxien durch den Verlust des Gases in einer Wechselwirkung entweder mit kleineren Galaxien, aber auch mit dem Haufen selbst. Andererseits geht man oft von einer ausgeprägten Form von *ram pressure stripping* (Gunn & Gott, 1972) aus, die das Gas aus der Galaxie treibt.

Auf Seite der Beobachter wird derzeit eine Unterteilung der S0-Galaxien in wirkliche helle (*bright*) S0-Galaxien, zwischen Spiral- und Elliptischen Galaxien, und in schwache (*faint*) S0-Galaxien, als falsch klassifizierte *face-on* elliptische Galaxien, diskutiert. Aus diesem Grund zieht man in Betracht, dass die Transformation zu S0-Galaxien sowohl von elliptischen Galaxien als auch von Spiralgalaxien ausgehen kann (Bedregal, 2007).

Tabelle 1.1: Grundlegende Parameter und Grenzen für die Galaxien der Hubble Korrelation. M_B (Absolute Helligkeit, B-Filter), M (Masse), D_{25} (Durchmesser an dem die Flächenhelligkeit auf 25 B-mag/arcsec² abfällt), M/L_B (Masse zu Leuchtkraft Verhältnis, B-Filter), S_N (Spezifische Häufigkeit von Kugelsternhaufen). Nach Schneider (2006).

Typ	M_B	$M(M_\odot)$	$D_{25}(kpc)$	M/L_B	S_N
S0	-17 bis -22	10^{10} bis 10^{12}	10-100	~ 10	~ 1
cD	-22 bis -25	10^{13} bis 10^{14}	300-1000	> 100	~ 15
E	-15 bis -23	10^8 bis 10^{13}	1-200	10 – 100	~ 5
dE	-13 bis -19	10^7 bis 10^9	1-10	1 – 10	4.8 ± 1.0
dSph	-8 bis -15	10^7 bis 10^8	0.1-0.5	5 – 100	-
Sa	-17 bis -23	10^9 bis 10^{12}	5-100	6.2 ± 0.6	1.2 ± 0.2
Sb	-17 bis -23	10^9 bis 10^{12}	5-100	4.5 ± 0.4	1.2 ± 0.2
Sc	-16 bis -22	10^9 bis 10^{12}	5-100	2.6 ± 0.2	0.5 ± 0.2
Sd/ Sm	-15 bis -20	10^8 bis 10^{10}	0.5-50	~ 1	0.5 ± 0.2
Im/ Irr	-13 bis -18	10^8 bis 10^{10}	0.5-50	~ 1	-

1.1.4 Irreguläre Galaxien

Irreguläre Galaxien haben eine nicht wohl definierte Form. Diesen Typ von Galaxien kann man nach Sparke & Gallagher (2007) weiter unterteilen in Irr I- und Irr II- Galaxien. Einige der Irr I besitzen Anzeichen für eine Spiralstruktur. Ihr Gasgehalt ist im Allgemeinen recht hoch und sie umfassen ein Massenspektrum von $10^8 - 10^9 M_\odot$. Irr II sind im Gegensatz dazu gänzlich strukturlos, besitzen aber ebensoviel Gas wie die Irr I.

In der Literatur finden sich viele weitere Klassifikationen der irregulären Galaxien und die Klasse der Irregulären wird gerne als eine Art “Mistkübel“ angesehen (Sparke & Gallagher, 2007). Dessen ungeachtet kann man festhalten, dass irreguläre Galaxien immer eine Masse größer als $5 \times 10^9 M_\odot$ besitzen. Darüberhinaus geht man davon aus, dass Wechselwirkungsprozesse eine wichtige Rolle bei der Entstehung dieses Galaxientyps spielen (Binney & Tremaine, 2008).

1.1.5 Zwerggalaxien

Hierbei handelt es sich um leuchtkraftschwache und massearme Vertreter der meisten oben genannten Galaxientypen. So gibt es Zwergelliptische (dE), Zwergsphäroidale (dSph) und Zwergirreguläre Galaxien (dIrr). In letzter Zeit wurden auch einige Zwerg-Spiralgalaxien, bzw. Zwergelliptische Galaxie mit einer Scheibe (dEdi), entdeckt (Jerjen et al., 2000 und Lisker et al., 2006).

Ihre Wichtigkeit erlangen die Zwerggalaxien dadurch, dass sie sehr häufig im Universum vorhanden sind und somit potentielle Wechselwirkungspartner darstellen. Die Zwerggalaxien gliedern sich daher in ein hierarchisches Galaxienentstehungsmodell als wichtige Wechselwirkungspartner ein. In diesem hierarchischen System wachsen aus der Verschmelzung mit Zwerggalaxien die heute massereichen Galaxien.

1.2 Wechselwirkungen von Galaxien

In diesem Kapitel soll auf die Interaktion zwischen Galaxien eingegangen werden, die im Kontext dieser Arbeit eine wichtige Grundlage für die Entwicklung von *Polar Ring/Disk* Galaxien und dem sichtbaren Universum darstellen.

1.2.1 Arten der Wechselwirkung

Allgemein schätzt man, dass circa 10 – 20% aller Galaxien in der Vergangenheit von *merging* betroffen waren (Binney & Tremaine, 2008). Im heutigen Universum (seit $z = 0.8$) kann man des Weiteren davon ausgehen, dass circa 50 – 70% aller Galaxien ($M > 2.5 \times 10^{10}$) einen *merger* mit einem in etwa gleich großen Partner erfahren haben (Bell et al., 2006). Demnach sind Wechselwirkungen für Galaxien sehr wichtig, weshalb die verschiedenen Arten von Wechselwirkungen hier kurz dargestellt werden sollen.

- Major merger: Verschmelzen zwei Galaxien ähnlicher Masse und Ausdehnung, so bezeichnet man dies als einen *major merger*. Bournaud et al. (2005) spricht im Kontext des *major merger* von einem Massenverhältnis zwischen 1 : 1 bis 1 : 4. Die N-Körper Rechnungen dieser Autoren zeigten, dass sich aus solchen Systemen elliptische Galaxien bilden können. Ein klassisches Beispiel dafür ist die Begegnung zwischen NGC 4038 und NGC 4039, auch bekannt als *Antennae*. Dabei kann es sowohl zur Ausbildung von Materiebrücken, über die Material ausgetauscht werden kann, wie auch zu Gezeitenarmen kommen, in denen sich *tidal dwarf* Galaxien ausbilden können (z. B. Duc & Mirabel, 1994 und Bournaud & Duc, 2006).
- Intermediate merger: Nach Bournaud et al. (2005) handelt es sich bei dieser Klasse von Wechselwirkungen um Galaxien mit Massenverhältnissen im Bereich von 1 : 4 bis 1 : 10. Untersuchungen der Arbeitsgruppe von Bournaud et al. (2005) weisen darauf hin, dass sich durch *intermediate merger* Vorläufer von S0-Galaxien bilden können.
- Minor merger: Dabei handelt es sich um Verschmelzungsprozesse, bei denen eine der beiden kollidierenden Galaxien eine deutlich geringere Masse als die Partnergalaxie besitzt. Oft wird dieser Sachverhalt festgehalten durch ein Massenverhältnis von 1 : 10 und höher (Bournaud et al., 2005). Aus einer solchen Begegnung mit einer massereichen Spiralgalaxie entsteht in den Modellrechnungen eine gestörte Spiralgalaxie.
Auf diese Art verschmelzen auch kleinere Satellitengalaxien mit der Milchstraße, wie etwa die Sagittarius Zwerggalaxie. Dabei kann es bereits im Halo der Spiralgalaxie zu einer kompletten Auflösung der Zwerggalaxie kommen. Bei ausreichender Dichte und Masse ist es auch möglich, dass die Satellitengalaxie bis in die Zentralregion einer Galaxie vordringt. Derzeit bringt man mit dieser Verschmelzung mehrere Phänomene in Zusammenhang, wie etwa *warps*, aktive Galaxienkerne und erhöhte Sternentstehungsraten.
- Galaxy harassment: Dieses Konzept einer nicht klassischen Wechselwirkung wurde erstmals von Moore et al. (1996) und Lake & Moore (1999) erwähnt und numerisch von González-García et al. (2005) modelliert. Dabei handelt es sich

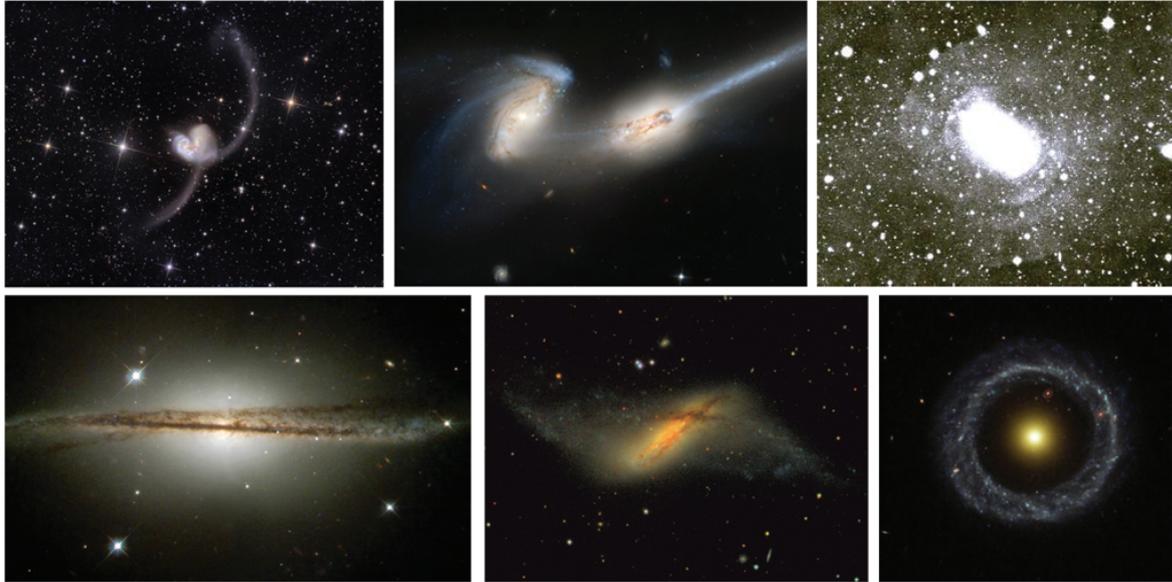


Abbildung 1.5: Zusammenstellung von beobachteten Galaxien, die Indizien einer Wechselwirkung zeigen. Beginnend links oben: Antennae (*tidal tails*), NGC 4676 (*tidal bridge*), NGC 3923 (*shells*), ESO 510-13 (*warp*), NGC 660 (polarer Ring) und als letztes die Hoag Galaxie (Ring). Angemerkt sei jedoch, dass es neben Wechselwirkungen auch andere Mechanismen gibt, die Ringe erzeugen können. Bild: Komposition aus NASA/HST Bildern.

im Wesentlichen um einen sehr schnellen Vorbeigang zwischen zwei Galaxien. Geschieht dies beispielsweise innerhalb eines Haufens mehrmals, kann dies zu einer Transformation der Morphologie führen. Durch diesen Mechanismus können kleine Scheibengalaxien in zwergelliptische Galaxien umgewandelt werden.

1.2.2 Wechselwirkungsphänomene

Die durch die Wechselwirkung der Galaxien hervorgerufenen Phänomene können auf vielfache Weise zeigen. In jedem Fall erfolgt durch die Gravitationskraft, welche die Galaxien aufeinander ausüben, ein Störung der Morphologie. Typische Erkennungsmerkmale für Wechselwirkungen lassen sich wie folgt einteilen:

- *Tidal tails*: Diese sind die bereits oben erwähnten Gezeitenarme, die sich bei einer Wechselwirkung bilden können. Ursache dieses Phänomens sind die differentielle Rotation der Galaxien und Resonanzeffekte, die dazu führen, dass Material aus den Randgebieten einer Galaxie herausgezogen wird, wodurch schlussendlich die Gezeitenarme entstehen (Toomre & Toomre, 1972). In sehr ausgeprägten Gezeitenarmen kann es zur Klumpung von Gas und Sternen kommen, welche sich im weiteren Verlauf zu *tidal dwarf* Galaxien weiterentwickeln können (Bournaud & Duc, 2006).
- *Tidal bridges*: Diese Materiebrücken kommen durch die Anziehungskraft der beiden verschmelzenden Galaxien zustande. Dabei können Sterne und Gas jeweils zur anderen Galaxie überströmen, siehe Toomre & Toomre (1972) oder Vorontsov-Veliaminov (1975).
- *Ripples* und *shells*: Schalen treten bei 10% aller isolierten Feldgalaxien auf, jedoch

nicht in dichten Galaxienhaufen (Carter, 1999). Numerische Simulationen konnten zeigen, dass diese aus einer Wechselwirkung zwischen elliptischen Galaxien und einer kleinen Spiralgalaxie entstehen. Die Spiralgalaxie wird dabei vollständig aufgelöst. Schlußendlich entsteht die charakteristische Schalenform durch die Oszillation der Teilchen im Potential der elliptischen Galaxie. Andere Theorien gehen von einer Verschmelzung zweier Scheibengalaxien gleicher Masse aus oder auch von Mechanismen, die ohne Wechselwirkung auskommen. Eine Übersicht der Eigenschaften und Bildungsszenarien findet sich in Carter (1999) und Sikke-
ma et al. (2007).

- *Warp*: Dies ist eine “Verbiegung“ der Scheibenkomponente in vertikaler Richtung, beziehungsweise eine vertikale Oszillation (Binney & Tremaine, 2008). *Warps* sind sehr häufig bei Spiralgalaxien anzutreffen. So beobachtet man bei 70% der *edge-on* Spiralgalaxien solch eine Verdrehung (Ann & Park, 2006). Die Theorie geht davon aus, dass sich ein *warp* nach mehreren Umläufen wegdämpft und daher nur durch einen störenden Begleiter hervorgerufen werden kann. Ein *warp* kann jedoch nicht nur durch eine Wechselwirkung mit einer anderen Galaxie, sondern auch durch andere Effekte entstehen. Beispiele hierfür sind intergalaktische magnetische Felder oder Akkretion von intergalaktischen Medium (López-Corredoira et al., 2008 und Ann & Park, 2006).
- *Pekuliare Systeme*: Hierzu gehören eine ganze Reihe von Galaxien, so etwa Ring Galaxien, *Polar Ring/Disk* Galaxien oder auch Aktive Galaxien, die man mit einer Wechselwirkung in Verbindung bringt.

Typische Beispiele für diese Wechselwirkungen sind in der Abb. 1.5 ersichtlich und sollen zur Veranschaulichung der eben beschriebenen Phänomene dienen.

1.3 *Polar Ring/Disk* Galaxien

Eine *Polar Ring/Disk* Galaxie ist ein seltenes pekuliäres System, das aus zwei Komponenten besteht. Im Kern befindet sich eine elliptische oder linsenförmige Galaxie, in seltenen Fällen auch ein früher morphologischer Galaxientyp (genannt Zentralgalaxie), der von einem Ring aus Gas und Sternen in einem polaren oder annähernd polaren Orbit umrundet wird. Ein Prototyp dieser Klasse von Galaxien ist NGC 4650a (siehe Abb. 1.6). Anfang der neunziger Jahre entstand der erste systematische Katalog von *Polar Ring/Disk* Galaxien (Whitmore et al., 1990), der rund hundert Objekte enthält, die in verschiedene Kategorien eingeteilt wurden:

- Kategorie A: umfasst 6 kinematisch und morphologisch bestätigte *Polar Ring/Disk* Galaxien. Kinematisch bestätigt bedeutet, dass durch spektroskopische Untersuchungen festgestellt werden konnte, dass zwei Komponenten mit zueinander orthogonalen Drehimpulsvektoren in diesem System existieren.
- Kategorie B: umfasst 27 Objekte, die gute Kandidaten für *Polar Ring/Disk* Galaxien sind. Dabei entspricht die Morphologie derjenigen von *Polar Ring/Disk* Galaxien. Die Galaxien dieser Kategorie konnten jedoch nicht kinematisch bestätigt werden.

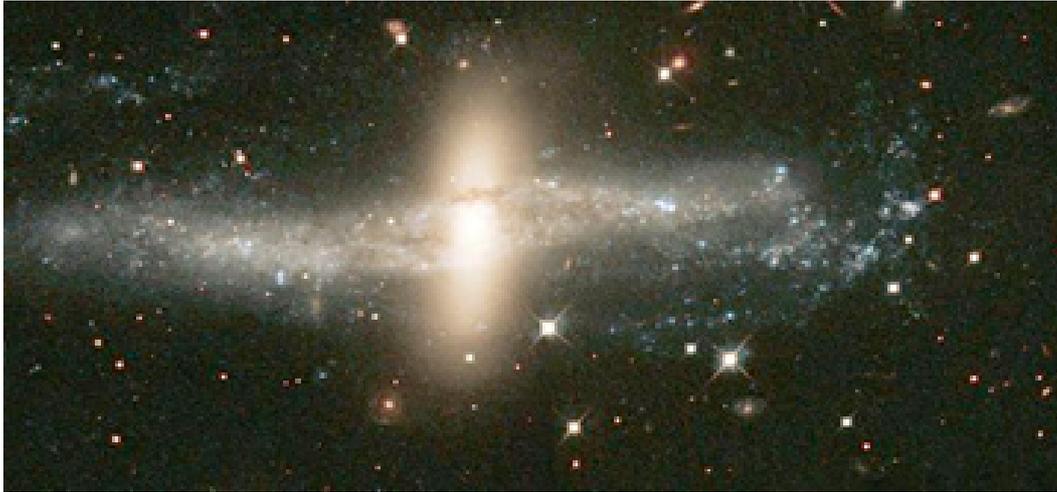


Abbildung 1.6: NGC 4650a als Prototyp einer *Polar Ring/Disk* Galaxie in einer Distanz von etwa 41 Mpc, bei einer Rotverschiebung von $z = 0.01$. Nach Iodice et al. (2002c) ist die Ringkomponente 1-3 Gyr alt und nur rund 30 parsec groß. Der polare Ring ist dabei bezüglich der zentralen Scheibe fast polar gekippt (Gallagher et al., 2002). Bild: NASA/HST.

- Kategorie C: umfasst 73 Objekte die mögliche Kandidaten für *Polar Ring/Disk* Galaxien darstellen.
- Kategorie D: umfasst 51 Objekte die wahrscheinlich mit *Polar Ring/Disk* Galaxien artverwandt sind.

Eine genaue Beschreibung der Kategorien, sowie eine Auflistung der *Polar Ring/Disk* Galaxien findet sich im Anhang A.

Im Laufe der Zeit wurden weitere *Polar Ring/Disk* Galaxien entdeckt, einige davon sogar bei einer relativ hohen Rotverschiebung. So kann die Liste um weitere Objekte ergänzt werden. Drei dieser Objekte konnten durch das *Hubble Space* Teleskop entdeckt werden, siehe Reshetnikov & Dettmar (2007) und Reshetnikov (1997), (Abb. 1.7) und sind im Speziellen interessant für die *Polar Ring/Disk* Galaxien Statistik bei hohen Rotverschiebungen.

1.3.1 Eigenschaften von *Polar Ring/Disk* Galaxien

Durch die Analyse der bereits gefundenen *Polar Ring/Disk* Galaxien im nahen Universum können schon wesentliche Eigenschaften dieser Galaxien bestimmt werden. (Die Zentralgalaxie ist dabei die Komponente, die von dem Ring umlaufen wird.)

- Die Zentralgalaxie ist meist eine S0-Galaxie oder ein früher Galaxientyp. Die Morphologie dieser S0-Galaxien entspricht dabei photometrisch einem frühen Galaxientyp (Iodice et al., 2002b und Iodice et al., 2002c). In einigen Fällen ist die Zentralgalaxie eine elliptische Galaxie, wie bei AM 2020-504, aber es kommen auch späte gasreiche Spiralgalaxien in Frage, wie beispielsweise NGC 660 (Arnaboldi et al., 1995 oder Cox et al., 2006).
- Rund 0.5% der möglichen Zentralgalaxien im lokalen Universum haben einen polaren Ring oder sind zumindest gute Kandidaten für eine *Polar Ring/Disk* Galaxie. Bei früheren Studien zeigte sich, dass polare Ringe mit den damals

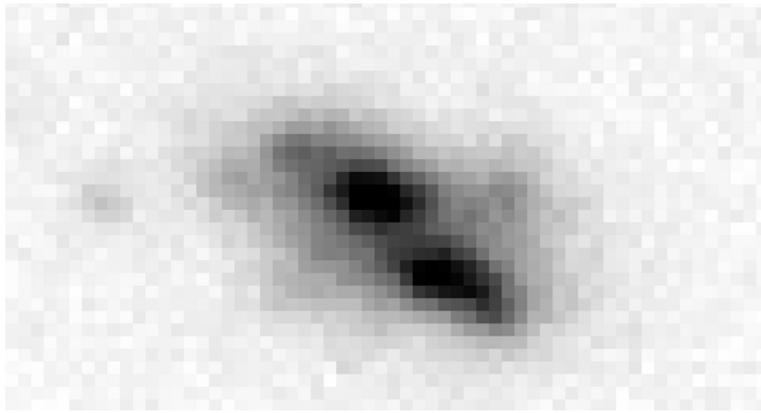


Abbildung 1.7: *Polar Ring/Disk* Galaxie HUDF 1619 bei einer Rotverschiebung von $z \sim 1$. Diese wurde von Reshetnikov & Dettmar (2007) im *Hubble Ultra Deep Field* gefunden. Bild:NASA/HST.

zur Verfügung stehenden technischen Mitteln nur unter bestimmten Sichtwinkeln identifizierbar waren. Aus diesem Grund schätzt man, dass rund 4.5% der S0 und frühen Galaxientypen eine Ringstruktur aufweisen (Whitmore et al., 1990). Hierzu gibt es eine rein geometrische Studie, die die Sichtbarkeit verdeutlicht. Die tatsächliche Prozentzahl der Häufigkeit von polaren Strukturen kann jedoch stark von diesem Wert abweichen.

- Polare Ringe können eine ähnliche Masse wie die Zentralgalaxie aufweisen oder aber weit weniger Masse in sich tragen.
- Die Radien der polaren Ringe können die Größe der Zentralgalaxie um etliche Skalenlängen überschreiten, oder von der selben Größenordnung sein (Abb. 1.8, Tabelle 1.2).
- *Polar Ring/Disk* Galaxien können sehr viel neutralen Wasserstoff beherbergen (mehrere $10^9 M_{\odot}$), z.B. van Driel et al. (1999) und Arnaboldi et al. (1995).
- Die meisten Ringe sind um weniger als 25 Grad von der polaren Achse der Zentralgalaxie gekippt (Whitmore et al., 1990). Es gibt jedoch einige Ausnahmen, wie etwa NGC 660, bei denen der Ring um 45 Grad gekippt erscheint (van Driel et al., 1995).
- Einige der *Polar Ring/Disk* Galaxien enthalten eine alte stellare Population, was impliziert, dass polare Ringstrukturen eine Lebensdauer von mindestens einigen Milliarden Jahren haben und somit keine kurzfristigen Erscheinungen sind (Iodice et al., 2002b).
- *Polar Ring/Disk* Galaxien zeigen eine kontinuierliche Sternentstehung (Reshetnikov et al., 2002). Zu diesem Zweck wurde das Farben-Helligkeits-Diagramm von NGC 660 mit Sternentstehungsmodellen verglichen (Karataeva et al., 2004).
- Der Aufbau der polaren Struktur kann sehr unterschiedlich sein. So beobachtet man etwa Doppelringe oder auch Ringe mit Spiralarmen, z.B. Arnaboldi et al. (1995) und Iodice et al. (2004). Hydrodynamische Rechnungen von Theis et al. (2006) bestätigten hierbei die Spiralarmbildung in *Polar Ring/Disk* Galaxien. Markant sind zudem *warps*, wie man am Beispiel NGC 4650a (Abb. 1.6) oder NGC 660 beobachten kann.

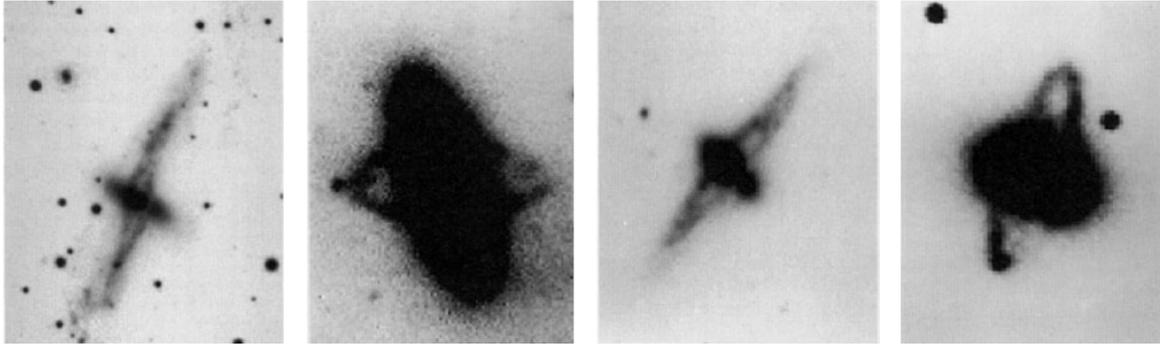


Abbildung 1.8: Zusammenstellung der möglichen *Polar Ring/Disk* Galaxien Radien. Ganz links befindet sich der Prototyp für *Polar Ring/Disk* Galaxien NGC 4650a, dann folgend ESO 415-G26, A0136-0801 und AM 2020-504. Bild: Komposition nach Whitmore et al. (1990)

- Das Verhältnis der Leuchtkraft zur HI-Masse deutet auf die Natur einer Spiralgalaxie hin, z.B. Arnaboldi (1997), Sparke & Cox (2000) und Sparke (2004). Dabei zeigt die polare Komponente eine gleich hohe Masse an HI wie normale späte Galaxientypen, während die Zentralgalaxie relativ gasfrei ist. Des Weiteren besitzt die polare Komponente einen relativ hohen Anteil an molekularer Masse (Galletta et al., 1997 und Watson et al., 1994).
- Die chemische Zusammensetzung (Buttiglione et al., 2006) von NGC 4650a entspricht der von typischen Spiralgalaxien. Dabei wurde das Spektrum des polaren Rings mit Beobachtungen von (*edge-on*) Spiralgalaxien verglichen.
- Des Weiteren besitzen *Polar Ring/Disk* Galaxien eine flache Rotationskurve, die der von Spiralgalaxien ähnlich ist, z.B. Reshetnikov et al. (2002) und Swaters & Rubin (2003).

Diese Spezifizierung der Eigenschaften kann man noch verfeinern durch die Unterteilung in Galaxien mit einem kleinen Ring und Galaxien mit einem großen Ring (Whitmore et al., 1990). Ersichtlich ist diese Unterteilung in Abb. 1.8 und eine Zusammenfassung der Eigenschaften in Tabelle 1.2. Diese Zweiteilung sollen hier beschrieben werden (nach Whitmore et al., 1990 und Reshetnikov, 1997).

- Narrow rings (Short rings): Dies sind *Polar Ring/Disk* Galaxien, deren Ringe den optischen Durchmesser der Zentralgalaxie nicht überschreiten. Zu dieser Klasse gehören die Galaxien ESO 415-G26, NGC 2685, IC 1689, AM 2020-504. *Short rings* kommen vor allem bei *bulge*-dominierten Zentralgalaxien vor. (In der vorliegenden Arbeit wird diese Klasse von Galaxien als *Polar Ring* Galaxien bezeichnet.)
- Wide annulus (Extended rings): Diese Galaxien haben Ringe, die das 2-3 fache des Durchmessers der Zentralgalaxie besitzen. Zugehörige Galaxien sind UGC 7576, NGC 4650A, UGC 9796 und NGC 5122. *Extended rings* entstehen zumeist in *Polar Ring/Disk* Galaxien, deren zentrale Scheibe dominant ist (Reshetnikov, 1997). Der *bulge* ist dabei meist ungewöhnlich kompakt und lichtschwach im Vergleich zu normalen Frühtypen. Bekannt sind diese Galaxien als *Polar Disk* Galaxien.

Tabelle 1.2: Allgemeine Eigenschaften von *Polar Ring* Galaxien (*narrow ring*, *short ring*) und *Polar Disk* Galaxien (*wide annulus*, *extended rings*): eine Auswahl aus Reshetnikov (1997). Darin werden *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien anhand der Eigenschaften ihrer Komponenten aufgeschlüsselt.

Komponente	Parameter	<i>Extended rings</i>	<i>Short rings</i>
Zentralgalaxie	<i>bulge- to- disk</i> Verhältnis	$\ll 1$	~ 1
	Absolute Leuchtkraft (B-Band)	$-18.6 \pm 0.5(\sigma)$	$-19.2 \pm 0.3(\sigma)$
	B-V	$+0.84 \pm 0.005$	$+0.91 \pm 0.03$
	Farbgradient	yes	yes
	σ (km/s)	80 ± 20	100 – 270
	V_{\max}/σ	1.7 ± 0.3	0.45 – 1.4
Ring	Entkoppelter Kern	unklar	ja
	Durchmesser (kpc)	26 ± 6	9 ± 4
	Absolute Leuchtkraft (B-Band)	-17.5 ± 0.6	≥ -15.4
	B-V	-0.1 to +0.7	+0.2 to +0.64
	Farbgradient	yes	?
	HI-Masse ($10^9 M_{\odot}$)	6 ± 2	≤ 9
	Ring-Inklination	$7^{\circ} - 26^{\circ}$	$1^{\circ} - 16^{\circ}$

In der Literatur wird demnach, wenn möglich, zwischen *Polar Ring* Galaxie und *Polar Disk* Galaxie unterschieden. Durch diese Differenzierung ist eine genauere Spezifizierung der polaren Komponente möglich. Deshalb sollen hier kurz die Eigenschaften der polaren Komponente zusammenfassend für beide Gruppen dargestellt werden (nach Reshetnikov, 1997).

- Die Ringgrößen sind in beiden Fällen unterschiedlich, ebenso wie deren absolute Helligkeit
- Beide Gruppen zeigen ein weites Spektrum an optischen Farben (Reshetnikov et al., 1995).
- Beide Arten von Ringen beherbergen große Mengen an neutralem Wasserstoff.
- Bei beiden Ringtypen steht der Ring, beziehungsweise der ausgedehnte Ring, fast senkrecht auf der Zentralgalaxie, wobei ausgedehnte Ringe durchschnittlich stärker von dieser abweichen.
- Die globalen Charakteristika ausgedehnter Ringe entsprechen am ehesten denjenigen der Spiralgalaxien.

Um die Existenz von *Polar Ring/Disk* Galaxien mit ausgedehntem Ring zu erklären, erforderte die Studie von Reshetnikov (1997) einen ausgedehnten Dunklen Halo. Für Galaxien mit kleinem Ring wird hingegen nur ein kleiner Halo benötigt.

Ein weiterer interessanter Aspekt der *Polar Ring/Disk* Galaxien ist die Tully-Fisher Relation (Abb. 1.9).

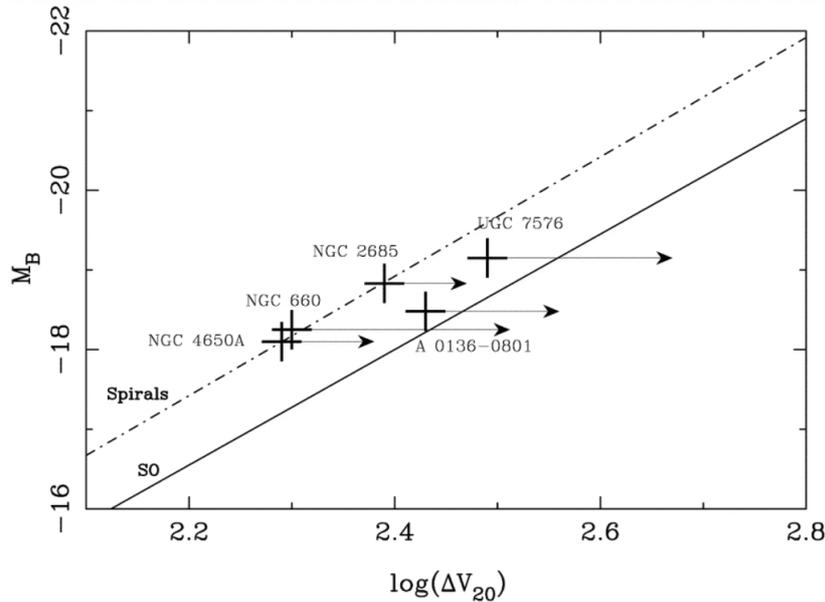


Abbildung 1.9: Tully-Fisher Relation für Spiralgalaxien (unterbrochene Linie), S0-Galaxien (durchgezogene Linie) und für die Zentralgalaxie der fünf *Polar Ring/Disk* Galaxien, bei denen die Geschwindigkeiten der Ringstruktur bekannt sind. Die großen Kreuze stellen dabei die Zentralkomponente der *Polar Ring/Disk* Galaxien dar, während die Pfeile die Position der Ringkomponente anzeigen. Entnommen aus Iodice et al. (2003).

Es zeigte sich, dass die Zentralkomponente einer Spiralgalaxie sehr stark ähnelt (Iodice et al., 2003). Das bedeutet, dass das Masse-zu-Leuchtkraft Verhältnis anders ist als jenes von S0-Galaxien und darüber hinaus die Verteilung von leuchtender zu Dunkler Materie derjenigen von Scheibengalaxien ähnelt.

1.3.2 Bildungsszenarien von *Polar Ring/Disk* Galaxien

Um die Umstände der Entstehung eines polaren Rings zu verstehen, werden vier verschiedene Entstehungstheorien diskutiert (Combes, 2006). Zentral in allen Theorien ist die Annahme, dass die Zentralgalaxie bereits entstanden ist und durch verschiedene Wechselwirkungsprozesse zu einer *Polar Ring/Disk* Galaxie wird.

- *Merging scenario*: Dieses Szenario wurde erstmals simuliert und vorgestellt von Bekki (1997), beziehungsweise Bekki & Shioya (1998). Darin stoßen zwei Scheibengalaxien, deren Scheiben senkrecht aufeinander stehen, frontal aufeinander und verharren dann als *Polar Ring/Disk* Galaxie. Eine Studie zu den geometrischen Parametern wurde von Bournaud & Combes (2003) durchgeführt, um Aussagen über die Langlebigkeit zu machen und die Häufigkeit zu bestimmen. Dabei zeigte sich, dass dieser Mechanismus zwar *Polar Ring/Disk* Galaxien erzeugen kann, allerdings die Wahrscheinlichkeit einer solchen Wechselwirkung sehr klein ist.
- *Tidal accretion scenario*: Diese Szenario wurde bereits sehr früh von Schweizer et al. (1983) vorgestellt und beispielsweise von Reshetnikov (1997) simuliert. Dabei wird eine Galaxie oder zumindest Material einer Spendergalaxie von der Zentralgalaxie eingefangen. Aus diesem dadurch entstandenen Überstrom kann sich

ein polarer Ring bilden. Bei einem Vergleich mit dem *merging scenario* (Bournaud & Combes, 2003) stellte sich heraus, dass dieses Modell ebenfalls alle Eigenschaften einer *Polar Ring/Disk* Galaxie erzeugen kann, jedoch mit einer 3-5 mal höheren Häufigkeit als im *merging* Szenario zu einer polaren Struktur führt.

- *Gas accretion from cosmic filaments*: Die Bildung von polaren Ringen kann ebenfalls ohne eine Wechselwirkung oder Verschmelzung mit einer anderen Galaxie hervorgerufen werden. Dabei kann einfallendes Gas aus kosmischen Filamenten mit gekipptem Drehimpuls eine *Polar Ring/Disk* Galaxie erzeugen (Semelin & Combes, 2005). Macciò et al. (2006) und Brook et al. (2008) zeigten in Simulationen, dass auch dieser Mechanismus die meisten Eigenschaften von *Polar Ring/Disk* Galaxien sehr gut reproduzieren kann.
- *Late dark matter infall with resonance*: Dies ist ein Mechanismus, der weder weiteres Gas noch eine Wechselwirkung benötigt (Tremaine & Yu, 2000). Das Modell nimmt an, dass sich eine Scheibengalaxie in der Symmetrieebene eines triaxialen Halos befindet. Der dunkle Halo "torkelt" mit einer zeitlich variablen *pattern speed*. Wenn das Taumeln durch einen Einfall von Dunkler Materie langsamer wird, können die Sterne der Scheibe in einer vertikalen Resonanz (Binney Resonanz) gefangen werden. Wenn sich die *pattern speed* weiter verändert, können die eingeschlossenen Sterne in eine höhere Inklination getragen werden. Dabei ändern sich die Energie und der Drehimpuls kaum. Durch diesen Effekt kann theoretisch eine polare Struktur entstehen.

Die wichtigsten Studien, die sich mit den beschriebenen Szenarien beschäftigen, werden im Kapitel "Vergleich zu anderen Studien" im Detail besprochen.

1.3.3 Bedeutung von *Polar Ring/Disk* Galaxien

Ausgesprochen interessant sind *Polar Ring/Disk* Galaxien für die Struktur des Dunkle Materie Halos. Trotz zahlreicher Untersuchungen (z.B. Iodice et al., 2003, Arnaboldi et al., 2003, Sackett et al., 1994, Brook et al., 2008 und Combes, 2002) zeigte sich kein eindeutiges Ergebnis (Abb. 1.10). Meist geht man davon aus, dass der Halo der Zentralgalaxie bezüglich des Rings leicht abgeflacht ist (Sackett et al., 1994). Jedoch existiert auch der genau entgegengesetzte Fall, dass der Halo der Zentralgalaxie bezüglich der Scheibe der Zentralgalaxie abgeflacht ist (Combes & Arnaboldi, 1996).

Für die Zukunft erhofft man sich Ergebnisse über die Struktur des Dunkle Materie Halos, die dabei helfen könnten, die Natur der Dunklen Materie selbst besser zu verstehen. *Polar Ring/Disk* Galaxien bieten die Möglichkeit die Geschwindigkeit der Sterne in zwei orthogonalen Richtungen zu bestimmen, wodurch auf die Form des Dunkle Materie Halos geschlossen werden kann.

Aus diesem Grund nehmen die *Polar Ring/Disk* Galaxien eine Schlüsselrolle in der extragalaktischen Astronomie ein, die sie umso mehr zu faszinierenden Beobachtungs- und Studienobjekten macht.

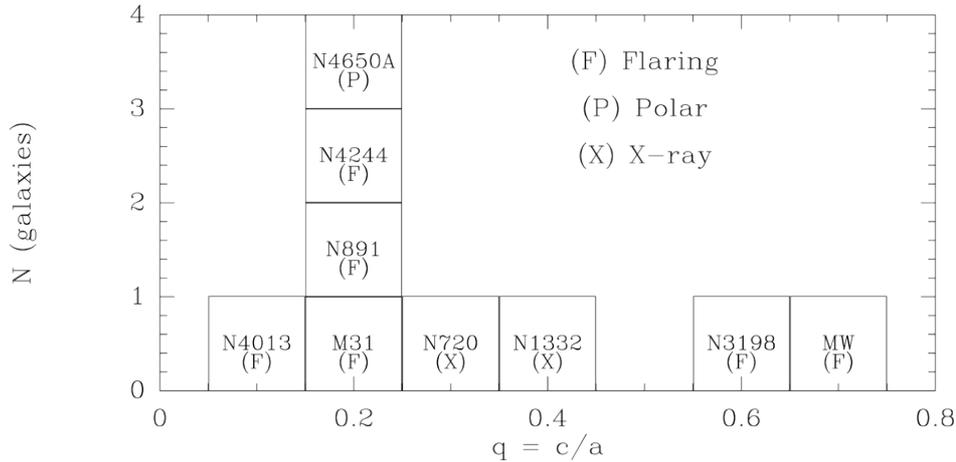


Abbildung 1.10: Eine Zusammenstellung von drei unterschiedlichen Methoden, die in der Literatur verwendet werden, um die Form des Dunkle Materie Halos zu bestimmen, mit den jeweiligen Ergebnissen (Combes, 2002). In dieser Studie wurde NGC 4650a untersucht und die Form des Halo bestimmt, der bezüglich der Zentralgalaxie abgeflacht ist. Bild: Combes (2002)

1.4 Ausgewählte Grundlagen der Astronomie

Hier sollen einige Konzepte, die in dieser Arbeit von Wichtigkeit sind, vorgestellt werden. Diese bilden gemeinsam mit den Erläuterungen in den sich anschließenden Kapiteln die astronomische Basis dieser Arbeit.

1.4.1 Zeitskalen stellarer Systeme

Um zu verdeutlichen, mit welchen Größen in der Extragalaktik gearbeitet wird, sollte man sich der verschiedenen Skalen bewusst sein. Aus diesem Grund sollen die wichtigsten Zeitskalen kurz angeführt werden.

- Dynamische Zeitskala (*crossing time*): Diese gibt an, wie lange ein Objekt bzw. Teilchen mit einer Geschwindigkeit v benötigt, um ein System bestimmter Ausdehnung R zu durchqueren.

$$\tau_{\text{dyn}} = \frac{R}{v} \quad (1.6)$$

R Ausdehnung des Systems
 v Geschwindigkeit des kreuzenden Teilchens
 τ_{dyn} Dynamische Zeitskala

Bei Galaxienwechselwirkungen liegt diese Zeitskala in der Größenordnung von 10^9 Jahren, während die typische dynamische Zeit eines Sternes in einer Galaxie bei 10^8 Jahren liegt.

- Relaxationszeitskala: Diese zeigt, wann ein System dynamisch relaxiert ist. Definiert ist diese Zeit über die charakteristische Zeit, die ein Teilchen benötigt, um durch (Kleinwinkel-) Stöße seine ursprüngliche Information über die Geschwindigkeit zu verlieren. Dieser Sachverhalt lässt sich durch

$$\tau_{\text{relax}} \sim 0.1 \frac{N}{\ln N} \tau_{\text{dyn}} \quad (1.7)$$

N Anzahl der Teilchen des Systems
 τ_{relax} Relaxations-Zeitskala

abschätzen.

- **Hubblezeit:** Der Kehrwert der Hubble-Konstante wird Hubblezeit genannt. Diese ist eine obere Grenze für das Weltalter. Das Weltalter ist dabei die Zeit, die seit dem Urknall vergangen ist. Unter der Annahme $H_0 = 50 \text{ km/s/Mpc}$, ergibt sich eine Hubblezeit von rund 20 Gyr. Dabei gilt die Abschätzung : $T = \frac{1}{H} \times 10^{12}$ Jahre.

Die Hubblezeit stellt dabei eine grobe Abschätzung gegenüber dem derzeit gültigen Konkordanzmodell dar. So liegen die aktuellsten Werte aus der WMAP Mission bei $H_0 = 71.9_{-2.7}^{+2.6} \text{ km/s/Mpc}$ mit dem Alter des Universums $t_0 = 13.69 \pm 0.13 \text{ Gyr}$ (Hinshaw et al., 2009) für ein Standard Λ CDM-Modell (siehe Anhang D).

1.4.2 Numerische Astronomie

Um interessante Phänomene der Extragalaktik zu untersuchen, werden in der heutigen Astronomie oft numerische Simulationen eingesetzt, um z.B. die zeitlichen Abläufe einer Wechselwirkung von Galaxien zu analysieren. Bei Wechselwirkungsprozessen ist vor allem die Gravitation entscheidend und zu einem deutlich geringeren Ausmaß die magnetische und hydrodynamische Kraft. Um Wechselwirkungsprozesse zwischen Galaxien zu betrachten, kann man als Näherung die hydrodynamischen Effekte vernachlässigen und daher nur die Gravitation benutzen. Aus diesem Grund gilt es, für ein Sternsystem mit N Sternen die Newtonsche Gravitationskraft zu bestimmen, um die Dynamik der Galaxien zu simulieren. (Für die weitere Beschreibung der Newtonschen Bewegungsgleichungen eines N Teilchen Systems, siehe Anhang B.) Die Gleichung für die Kraft \vec{F}_i , die auf das i -te Teilchen wirkt, ist gegeben durch

$$\ddot{\vec{r}}_i = \frac{\vec{F}_i}{m_i} = -G \sum_{\substack{j=1 \\ j \neq i}}^N \frac{m_j}{|\vec{r}_i - \vec{r}_j|^3} (\vec{r}_i - \vec{r}_j), \quad (1.8)$$

wenn keine externen Kräfte auftreten.

G Gravitationskonstante
 \vec{r}_i Ortsvektor des Teilchens i
 m_i Masse des Teilchens i
 \vec{F}_i Kraft auf das Teilchen i

Diese Formel stellt ein nicht-lineares Gleichungssystem mit $6N$ Variablen dar, das für alle Teilchen zu lösen ist. Die Teilchen sind dabei in Form von Punktmassen gegeben. Da Punktmassen bei nahen Vorbeigängen jedoch zu einer unrealistisch starken Beschleunigung führen, wird oft die Methode des *gravitational softening* benutzt. Ein zweiter Grund ist, dass man selbst mit den modernsten Computer nur eine begrenzte Anzahl von Teilchen rechnen kann. Daher müssen Teilchen zusammengefaßt werden, um die berechnete Teilchenanzahl zu reduzieren. So nutzt man das *softening*, um die

Masse über ein ausgedehntes Volumen zu “verschmieren“. Dabei werden aus Punktmassen ausgedehnte Körper und die Gravitationskraft lässt sich mit dem so genannten *softening* umschreiben. Das bekannteste davon ist das *Plummer-softening*, das sich als

$$\vec{F}_{ij} = \frac{Gm^2(\vec{r}_j - \vec{r}_i)}{(\epsilon^2 + (\vec{r}_i - \vec{r}_j)^2)^{\frac{3}{2}}} \quad (1.9)$$

m	Masse eines Teilchens
\vec{F}_{ij}	Kraft auf das Teilchen i ausgeübt durch Teilchen j
ϵ	<i>softening</i> Länge

schreiben lässt.

Trotz der verringerten Teilchenzahl erfordert die direkte Lösung der Bewegungsgleichung enorm viel Rechenleistung, da bei N Teilchen Berechnungen der Ordnung $O(N^2)$ durchgeführt werden müssen. Aus diesem Grund wurden schon sehr früh Näherungsmethoden zur Lösung des N-Körper Problems entwickelt, die es ermöglichen, Wechselwirkungen zwischen Galaxien zu simulieren. In den späteren Kapiteln soll hierbei auf zwei spezielle Verfahren zurückgegriffen werden, die *restricted n-body* Methode (Pfleiderer & Siedentopf, 1961) und ein selbstkonsistentes Verfahren mit einem sogenannten *tree code* (Barnes & Hut, 1986). (Für weitere Methoden und Ansätze siehe Anhang B.)

1.4.3 Einheiten

Aus Ökonomischen und programmiertechnischen Gründen, werden Systemeinheiten eingesetzt. Damit kann ein hoher dynamischer Bereich des Computers verwendet werden, um die Effizienz der Rechnung zu erhöhen. In der Regel werden die Systemeinheiten an die Gravitationskonstante gebunden, sprich $G = 1$ gesetzt. Werden zudem die Längen- und Masseneinheiten festgelegt, ergeben sich die Zeit- und Geschwindigkeitseinheiten. Sofern nicht anders erwähnt, werden in dieser Arbeit die Einheiten in Form von Systemeinheiten verwendet. Diese können wie folgt dargestellt werden:

- Gravitationskonstante: wurde per Definition auf 1 gesetzt.
- Längeneinheit: 1 LE = 1.0 kpc
- Masseneinheit: 1 ME = $1.0 \times 10^{10} M_{\odot}$
- Zeiteinheit: 1ZE = 4.7144×10^6 Jahre
- Geschwindigkeitseinheit: 1GE = 207.405 km/s

1.5 Ziel der Arbeit

Ziel dieser Arbeit ist die Bestimmung der Häufigkeit und die Untersuchung der Entstehungsmechanismen von *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien. Dies wird in der vorliegenden Arbeit im Rahmen des Akkretionsmodells untersucht. Die zugehörigen Anfangsbedingungen werden dabei -so weit möglich- einem kosmologisch-konsistenten Modell (Millennium-Simulation) entnommen. Insgesamt wird dabei eine Probe von 40000 Galaxienwechselwirkungen auf Bildung von polaren Scheiben und Ringen hin

analysiert. Die absolute Häufigkeit, sowie mögliche Korrelationen mit Anfangs- oder Modellparametern werden dabei betrachtet. Ausgewählte Fälle werden mit selbstkonsistenten N-Körper Rechnungen im Detail genauer untersucht. Dabei steht der Aspekt der Zweiteilung in *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien im Vordergrund.

Kapitel 2

Kosmologisch konsistente Anfangsbedingungen

Selbst in unserem modernen Computerzeitalter sind noch nicht alle Rechnungen möglich. Deshalb wird in der Astronomie versucht Probleme im Vorhinein einzuschränken. Dies ist besonders wichtig bei Parameterstudien, bei denen viele freie Parameter und deren Verteilungsfunktionen im Vorfeld nicht bekannt sind. In diesem Kapitel wird versucht einige dieser Parameter einzuschränken. Als Datengrundlage dieser Arbeit dient die Millennium-Simulation (Springel, 2005) und die dazu verfügbaren Galaxienentwicklungsdaten von De Lucia et al. (2006) und Bower et al. (2006). Die Millennium-Simulation ist ein aktuelles numerisches Modell der Strukturbildung im Universum. Daraus sollen wichtige Parameter extrahiert und Verteilungsfunktionen für die Wechselwirkungen von Galaxien (ohne Verschmelzungen) aufgestellt werden. Zu diesem Zweck wurden Teile der Millennium-Simulation mit Hilfe von MINGA, einem Programmpaket von Theis (1999), re-simuliert. Zunächst soll die Millennium-Simulation und MINGA detailliert beschrieben werden, um dann auf die aufgearbeiteten Daten und Verteilungen eingehen zu können.

2.1 Galaxien am Computer

Hier soll auf die Millennium-Simulation und die darauf aufbauenden Galaxienentstehungsmodelle eingegangen werden. Ein weiterer wichtiger Punkt ist die Erklärung der *restricted n-body* Methode, die in dieser Arbeit für die sich anschließende Parameterstudie und die Erarbeitung der Verteilungsfunktionen verwendet wird.

2.1.1 Die Millennium-Simulation

Die Millennium-Simulation ist ein Projekt des VIRGO-Konsortiums, einer Gruppe von Kosmologen aus Deutschland, Großbritannien, Kanada, Japan und den USA unter der Leitung des Max-Planck-Instituts für Astrophysik in Garching bei München (Springel et al., 2005). Das Projekt untersucht die Strukturbildung des Universums, basierend auf einem Λ CDM-Modell (siehe Anhang D). Zu diesem Zweck wurde ein Raumgebiet von $500 h^{-1}$ Mpc in einem mitbewegten Koordinatensystem untersucht, das rund 10^{10} Dunkle Materie Teilchen beinhaltet (genauer gesagt mit $N = 2160^3 = 1007769000$ Teilchen). Die Auflösung betrug $5h^{-1}$ kpc und die Teilchen hatten eine Masse von

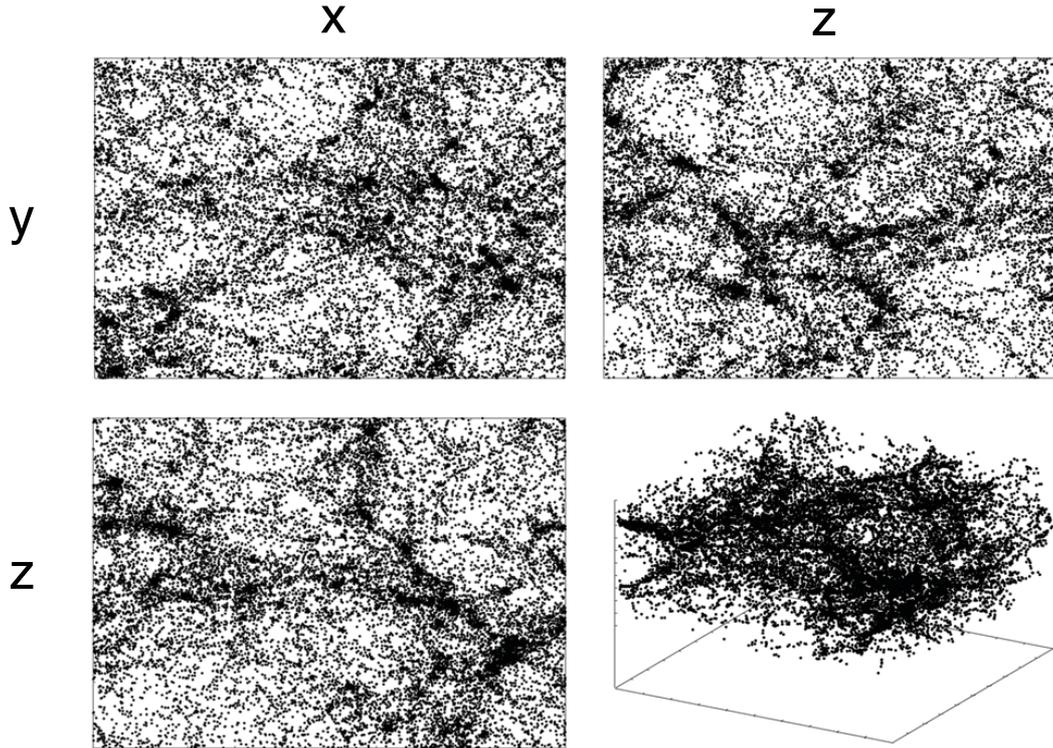


Abbildung 2.1: Datenkubus der Millennium-Simulation bei $z = 0$ mit einer Seitenlänge von $50 h^{-1}$ Mpc. Ersichtlich ist dabei die netzartige Verteilung der Galaxien.

$8.6 \times 10^8 h^{-1} M_{\odot}$. Die Simulation begann bei einer Rotverschiebung von $z = 127$ und reichte bis zur Rotverschiebung $z = 0$, also bis “heute“.

Die Anfangsbedingungen entsprachen den Messungen von *WMAP* und *2dFGRS* und stellten eine zufällige Gauß-Verteilung der Dichte-Fluktuationen dar. Diese wurden mit Hilfe des linearen *power spectrum*s, welches mit dem Programm *CMBFAST* unter Annahme eines gasähnlichen gestörten Fluids erstellt wurde, weiter verfeinert. Die angenommenen Parameter für die Simulation (Tabelle 2.1) folgten den Standard-Definitionen der Kosmologie (für Details siehe Lemson & Virgo Consortium, 2006). Die weitere Berechnung dieses stoßfreien Systems (Anhang C) wurde dabei mit einem modifizierten *GADGET2* Code (Springel, 2005) durchgeführt. Dieser stellt eine Kombination aus einem hierarchischen *tree code* und einem *particle mesh code* dar (siehe Anhang B). Dabei wurde die Zeitintegration mit Hilfe eines *leapfrog*-Integrationschema mit individuellen und adaptiven Zeitschritten durchgeführt (Springel et al., 2005).

Tabelle 2.1: Kosmologische Parameter der Millennium-Simulation, ausgehend von den Daten der *WMAP* Mission, die benutzt wurden (Lemson & Virgo Consortium, 2006).

Parameter	Wert	Beschreibung
Ω_m	0.25	Gesamtanteil der Materie, relativ zur kritischen Dichte
Ω_b	0.045	Anteil der baryonischen Materie, relativ zur kritischen Dichte
Ω_{Λ}	0.75	Anteil der dunklen Energie Dichte
H	73	Hubble Parameter in km/s/Mpc
σ_8	0.9	Amplitude der Fluktuation

Ein kleiner Datenkubus bei einer Rotverschiebung von $z = 0$ ist in Abb. 2.1 zu sehen. In diesem ist die netzartige Struktur der Dunklen Materie klar ersichtlich. Die dunklen Punkte entsprechen dabei den Dunkle Materie Teilchen. Darüberhinausgehend wurde die Entstehung von Halos und Subhalos untersucht.

Die Dunkle Materie Halos wurden dabei durch einen *standard friends of friends* (FOF) Algorithmus (Davis et al., 1985) bestimmt und definieren gravitativ-gebundene Dunkle Materie Strukturen. Als Substruktur wurde dabei eine gravitativ gebundene Ansammlung von 20 Teilchen verwendet. Um die Wechselwirkungsgeschichte der Galaxien zu bestimmen, wurde ein Gruppenkatalog dieser Substrukturen erstellt.

Die Daten dieser Simulation umfassen die Positionen, Geschwindigkeiten sowie weitere Parameter der Teilchen zu 63 Zeitpunkten. In nachfolgenden Schritten wurden die Gruppenstrukturen verwendet, um Galaxienevolutionsmodelle mit den bestehenden Daten zu modellieren. Dies führte zu einer 20 GB großen Datenbank, die durch Galaxienevolutionsmodelle erweitert wird (De Lucia et al., 2006, De Lucia & Blaizot, 2007 und Bower et al., 2006).

Um in der Datenstruktur zu navigieren, wurde sie mit SQL (*Structured Query Language*) ausgestattet (Lemson & Virgo Consortium, 2006), wodurch es jederzeit möglich ist, auf die Daten zuzugreifen und sehr komplexe Fragestellungen zu bearbeiten.

2.1.2 Galaxienentstehungsmodelle

Da die Millennium-Simulation zunächst nur Dunkle Materie verwendete, wurden darauf aufbauend Galaxienentstehungsmodelle gerechnet. Dadurch sollten die Eigenschaften von Galaxien modelliert werden, um diese mit Beobachtungen vergleichbar zu machen. Zur Zeit existieren zwei Datensätze zur Galaxienentwicklung in dieser Halosimulation (Bower et al., 2006 und De Lucia et al., 2006). Für diese Arbeit wurde das Modell von De Lucia et al. (2006) verwendet. De Lucia et al. (2006) nutzte ein semi-analytisches Modell (siehe Anhang D), um das hierarchische Modell der Millennium-Simulation zu erweitern. Als tatsächliche Substruktur wurden dabei nur Subhalos betrachtet, die wie im vorherigen Kapitel, mehr als 20 gebundene Teilchen beinhalteten. Diese Auswahl der Strukturen wurde durch ein standardisiertes FOF-Programm mit einer Verknüpfungsdistanz von 0.2 (in Einheiten der durchschnittlichen Teilchenentfernung) realisiert. Im Folgenden wurde davon ausgegangen, dass ausschließlich die Strukturen mit den meisten Teilchen durch radiative Kühlung gespeist werden. Gaseinfall und Kühlung entsprachen dabei dem Modell von Croton et al. (2006). De Lucia et al. (2006) nutzten ergänzend eine Modifikation der *cooling flows* durch AGN-Aktivität der zentralen Galaxie. Durch diese Herangehensweise wurde die Sternenerzeugungsrate eingeschränkt, um dem Entstehen von überleuchtkräftigen Galaxien im Zentrum eines Haufens vorzubeugen.

Besondere Aufmerksamkeit im Galaxienentstehungsmodell wurde jedoch den wechselwirkenden Galaxien gewidmet. So wurde bei einem *minor merger* die stellare Masse in den Kern transferiert, während das kalte Gas von der Scheibe absorbiert wurde, was zu einer Erhöhung der Sternentstehungsrate führte. Trat jedoch ein *major merger* auf, wurde davon ausgegangen, dass die Scheibe vollständig zerstört wurde und sich eine rein sphäroidale Galaxie gebildet hat. Erst dann konnte sich wieder eine neue Scheibe bilden. In Abb. 2.2 ist einerseits der Datensatz für die Dunkle Materie, andererseits der Datensatz für die leuchtende Materie abgebildet, der aus dem semi-analytischen Modell herrührt. Zu beobachten ist dabei wie sich die Strukturen überlappen und die

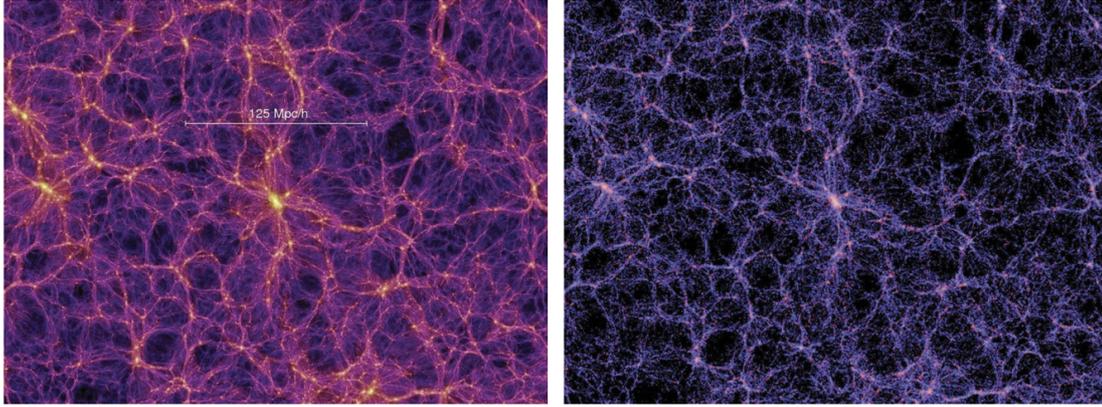


Abbildung 2.2: Dieses Bild veranschaulicht die Struktur der Dunklen Materie (linkes Bild) und Struktur der leuchtenden Materie, beziehungsweise Galaxien (rechtes Bild). Eindeutig zu erkennen ist, dass die Verteilung der leuchtenden Materie der Verteilung der Dunklen Materie folgt. Bild: Millennium-Simulation/ VIRGO Konsortium.

leuchtenden Materie der Dunklen Materie Struktur folgt.

2.1.3 MINGA

Wie im Eingangskapitel und der Einleitung erwähnt, wurde für die Parameterstudie zu *Polar Ring/Disk* Galaxien der in MINGA inkludierte *restricted n-body code* verwendet. Ziel war es, die Dynamik der Wechselwirkung bei moderatem Rechenaufwand zu erhalten. MINGA (*Modelling INteracting GALaxies*) wurde vorgestellt und entwickelt von Theis (1999) und unterliegt einer ständiger Weiterentwicklung, z.B. Petsch (2007) und Jungwirth (2007). Das Programm besteht aus einem *restricted n-body code* mit ausgedehnten Halos (Theis, 2004), gekoppelt mit einem genetischen Algorithmus. Im Prinzip ist dies eine Weiterentwicklung des Ansatzes von Pfeiderer & Siedentopf (1961) und Toomre & Toomre (1972).

Die Idee der *restricted n-body* Methode ist es, das gekoppelte N-Körper-Problem in N-Einzelkörperprobleme aufzuspalten und in einem gemeinsamen Potential zu berechnen. Für zwei oder mehr Galaxien wird das gemeinsame Potential entweder durch das Lösen der Keplergleichung oder durch selbstkonsistente numerische Integration berechnet. Damit kann der zeitliche Verlauf des gesamten Potentials berechnet und die Testteilchen darin einbettet werden. Die Bewegungsgleichung reduziert sich dabei auf

$$\ddot{\vec{r}}_i = \frac{\vec{F}_i}{m_i} = -G \sum_{k=1}^N \frac{M_k}{|\vec{r}_i - \vec{R}_k(t)|^3} (\vec{r}_i - \vec{R}_k(t)). \quad (2.1)$$

G	Gravitationskonstante
$\vec{R}_k(t)$	Position der Galaxie k zum Zeitpunkt t
M_k	Masse der Galaxie k
\vec{F}_i	Kraft auf das Teilchen i

Durch diese Herangehensweise reduziert sich der Rechenaufwand der Ordnung (N^2) auf $O(N \log N_g)$, wenn N_g die Anzahl der Galaxien angibt, praktisch also $O(N)$. Zusätzlich können in MINGA auch ausgedehnte Halos der Galaxien einbezogen werden. Wird solch ein Halo einbezogen, wird zwar die Berechnung des Potentialfeldes aufwendiger,

die Vorteile des *restricted n-body* Verfahrens bleiben jedoch größtenteils erhalten. Im MINGA-Code für die vorliegende Arbeit wurden dabei die Testteilchen in Halos der Form einer isothermen Sphäre mit Abschneideradius eingebettet (siehe Anhang C). Erheblich verbessert wurde MINGA unter anderem durch die Implementierung der dynamischen Reibung, die von Chandrasekhar (1942) für einen einfachen Fall analytisch berechnet wurde (siehe Anhang C). Dabei geht es um ein Objekt, welches mit umliegenden Teilchen wechselwirkt und dadurch abgebremst wird. Mit dieser Modifikation kann die Physik einer echten Wechselwirkung auch unter der Verwendung eines *restricted n-body* Modells sehr gut wiedergegeben werden. Es wird dabei ein zusätzlicher Beschleunigungsfaktor eingebaut, um die Energie und Drehimpulserhaltung im System zu realisieren, vergleiche Petsch & Theis (2008) und Theis (2004). Der Standard-Ansatz der dynamischen Reibung nach Binney & Tremaine (2008) wird als

$$\frac{d\vec{v}_M}{dt} = -\frac{4\pi G^2 \rho M}{v_M^3} \left(\operatorname{erf}\left(\frac{v_M}{\sqrt{2}\sigma}\right) - \sqrt{\frac{2}{\pi}} \frac{v_M}{\sigma} \exp\left(-\frac{v_M^2}{2\sigma^2}\right) \right) \ln \Lambda \vec{v}_M \quad (2.2)$$

geschrieben. Der dabei verwendete Coulomb Logarithmus wird vom Massenverhältnis abhängig gemacht.

$$\ln \Lambda = c_f \ln \left(1 + \frac{m_{\text{halo}}(r_{\text{sat}})}{m_{\text{sat}}} \right) \quad (2.3)$$

$\ln \Lambda$	Coulomb Logarithmus
\vec{v}_M	Geschwindigkeit des Satelliten
G	Gravitationskonstante
ρ	Dichte
M	Masse
c_f	lineare Skalierung der Kraft
σ	Geschwindigkeitsdispersion
m_{halo}	Die vom Halo eingeschlossene Masse
r_{sat}	Abstand des Satelliten
m_{sat}	Masse des Satelliten

Dieser spezielle Ansatz wurde auf Grund der Ergebnisse von Petsch (2007) und Petsch & Theis (2008) gewählt. Aus dieser Arbeit stammen auch die weiteren Parameter zur Steuerung der dynamischen Reibung. Als lineare Skalierung c_f der Kraft wurde ein Wert von 0.85 eingesetzt.

2.2 Bestimmung des Parameterraums

In diesem Kapitel soll auf die Erarbeitung der Parameter und deren Verteilungsfunktionen eingegangen werden. Zu Beginn wurde die Millennium-Simulation auf mögliche Zusammenhänge untersucht. Zu diesem Zweck wurden zunächst Vorstudien durchgeführt, um schließlich einige Datenwürfel der Millennium-Simulation zu re-simulieren und analysieren.

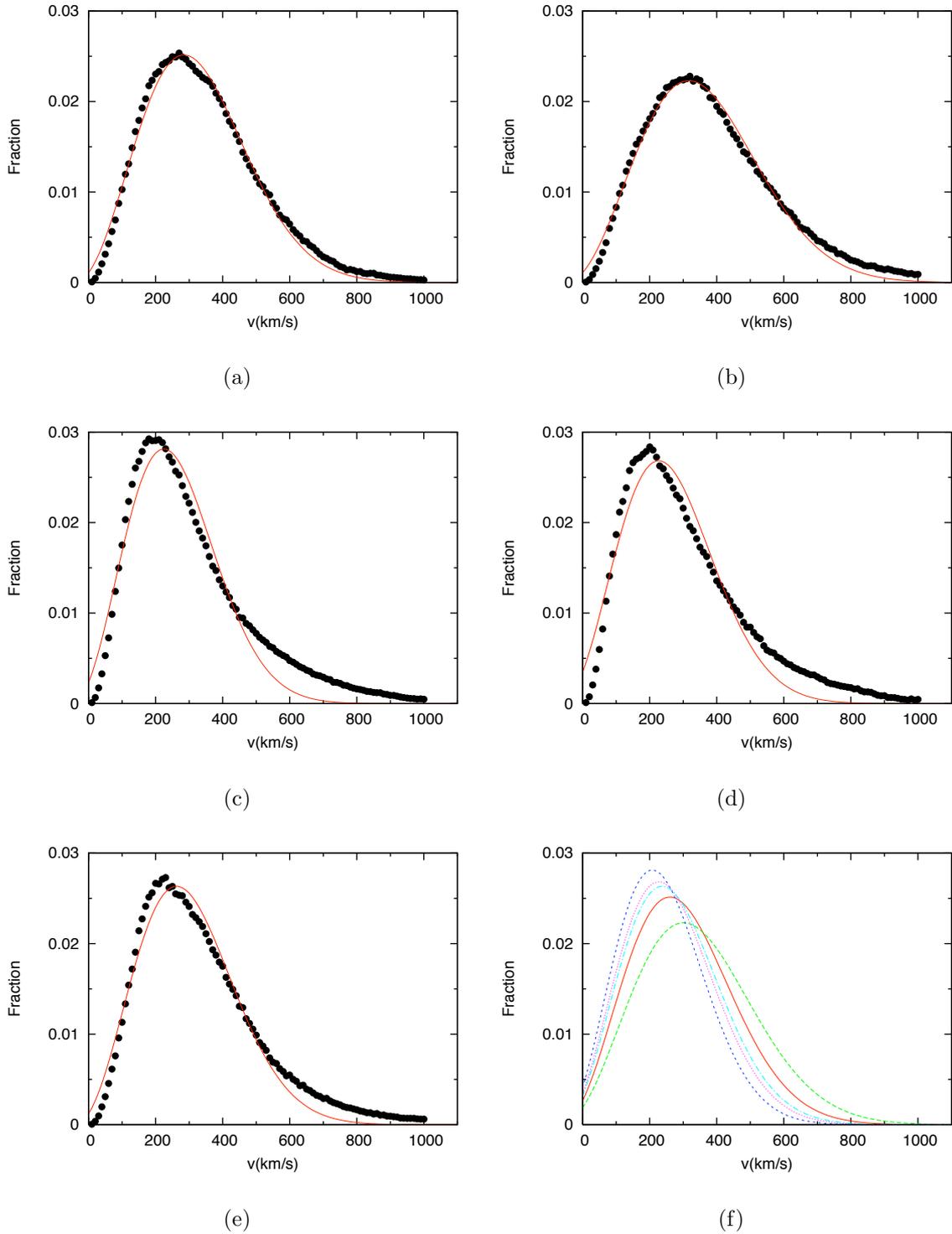


Abbildung 2.3: Geschwindigkeitsverteilung aller Wurfel bei $z = 0$. Die darubergelegte Funktion ist jeweils eine Maxwell-Boltzmann Geschwindigkeitsverteilung. Beginnend links oben A1, A2, darunter A3 und A4. In der untersten Zeile befindet sich der Kubus A5 und ein Vergleich aller Fitfunktionen die erstellt wurden.

2.2.1 Vorstudie $z = 0$

Im Zuge der Untersuchung des Parameterraums der Wechselwirkungen für die vorliegenden Arbeit wurden mehrere Raumvolumina von umgerechnet $30 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$ Seitenlänge, bei $z = 0$, aus der Millennium-Simulation Datenbank ausgelesen. Von Interesse waren die Parameter für die Positionen, Geschwindigkeiten, Massen, Haloradien und Scheibenradien (vergleiche De Lucia et al., 2006). Um Randeffekte zu vermeiden, wurde ein kleineres Volumen ($\sim 10 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$ Seitenlänge) aus dem Datenwürfel gewählt, bei dem die Geschwindigkeiten und Positionen relativ zueinander betrachtet wurden. Die Galaxien im großen Würfel wurden nur bezüglich ihrer Parameter zu den eingeschlossenen Galaxien in dem kleinen Würfel analysiert.

Diese Vorabuntersuchung wurde durchgeführt, um eine globale Struktur der Verteilung zu bestimmen und die Vorgehensweise zu optimieren. Mit Hilfe des Programms *verteilung.f90* wurde die Verteilung aus der Millennium-Simulation direkt erstellt. Dabei wurde die Verteilung normiert und unter Zuhilfenahme von *Gnuplot* gefittet (siehe Abb. 2.3). Es zeigte sich, dass die Verteilung der Geschwindigkeiten am Besten durch ein Maxwell-Boltzmann Geschwindigkeitsverteilung wiedergegeben werden kann. Die Maxwell-Boltzmann Geschwindigkeitsverteilung lässt sich als

$$f(v) = 4\pi \left(\frac{M}{2\pi RT} \right)^{\frac{3}{2}} v^2 \exp \left(- \frac{Mv^2}{2RT} \right) = \sqrt{\frac{2}{\pi}} \left(\frac{m_M v^2}{k_B T} \right)^{\frac{3}{2}} v^2 \exp \left(- \frac{m_M v^2}{2k_B T} \right) \quad (2.4)$$

v	Teilchengeschwindigkeit
k_B	Boltzmann Konstante
R	universelle Gaskonstante
m_M	Teilchenmasse
M	molare Masse
T	Temperatur

schreiben. Aus dieser Gleichung ließen sich die wahrscheinlichste Geschwindigkeit, die mittlere Geschwindigkeit und das mittlere Geschwindigkeitsquadrat, berechnen.

Tabelle 2.2: Parameter der Maxwell-Boltzmann Geschwindigkeitsverteilung für die fünf großen Kuben. Die letzten vier Parameter beziehen sich auf die wahrscheinlichste Geschwindigkeit v_w , die mittlere Geschwindigkeit \bar{v} , das mittlere Geschwindigkeitsquadrat $\sqrt{\langle v^2 \rangle}$ und die Geschwindigkeitsdispersion σ .

Parameter	A.1	A.2	A.3	A.4	A.5
a	22.2194	22.1566	20.8498	21.2847	21.5958
b	0.003076	0.0027364	0.003669	0.0034262	0.0033156
x_0	-40.5492	-48.8751	-47.9398	-64.9512	-39.0053
v_w (km/s)	284.548	316.569	224.614	226.917	262.599
\bar{v} (km/s)	321.078	357.209	253.449	256.048	296.311
$\sqrt{\langle v^2 \rangle}$ (km/s)	348.487	387.716	275.094	277.915	321.616
σ (km/s)	201.206	223.848	158.826	160.454	185.685

$$v_w = \sqrt{\frac{2k_B T}{m}}, \quad \bar{v} = \frac{2v_w}{\sqrt{\pi}}, \quad \sqrt{\langle v^2 \rangle} = \sqrt{\frac{3}{2}}v_w \quad (2.5)$$

v_w wahrscheinlichste Geschwindigkeit
 \bar{v} mittlere Geschwindigkeit
 $\langle v^2 \rangle$ mittleres Geschwindigkeitsquadrat

Mit Hilfe der Geschwindigkeitsdispersion $\sigma = \sqrt{\frac{k_B T}{m_M}}$ konnte die Gleichungen (2.4) und (2.5) umgeformt werden. Mit der Geschwindigkeitsdispersion konnten somit die Galaxienwechselwirkungen charakterisiert werden.

Für die weitere Rechnung wurden die Parameter und Konstanten durch einfache Variablen ersetzt, um die Geschwindigkeitsverteilung der Galaxien zu fitten. Dabei ergibt sich die folgende Gleichung

$$f(x) = ab^3(x - x_0)^2 \exp(-b^2(x - x_0)^2), \quad (2.6)$$

wobei a, b, x_0 die freien Parameter sind, die gesucht waren. Werte für die fünf untersuchten Kuben können aus Tabelle 2.2 und Abb. 2.3 entnommen werden.

2.2.2 Vorstudie $z = 2.433$

Einer dieser Kuben wurde nochmals herangezogen, um die weiteren Parameter zu betrachten. Der ausgewählte Kubus stammte jedoch nicht mehr aus einer Rotverschiebung von $z = 0$, sondern nun mehr aus $z = 2.433$. Dieses Anfangsalter der Galaxienwechselwirkung wurde aufgrund der Untersuchungen von NGC 4650a und Simulationen der polaren Scheibe gewählt (Theis et al., 2006 und Macciò et al., 2006). Diese Rotverschiebung entspricht dabei einer *lookback time* von 10 Gyr und lässt somit die Entstehung eines polaren Rings bis zum jetzigen Zeitpunkt zu. In dieser Annahme wurde berücksichtigt, dass der Ring über 1 – 2 Gyr stabil bleiben kann (Theis et al., 2006) und das Sternalter der Komponenten erreicht werden kann (vergleiche Iodice et al., 2002a und Gallagher et al., 2002). Daraus wurden wiederum die Massen, Haloradien, Scheibenradien und Geschwindigkeiten ermittelt (siehe Diagramm 2.4).

In Bezug auf die Massen zeigte sich die Tendenz hin zu sehr kleinen Massen der Galaxien, rund $5 \times 10^{10} M_\odot$. Dies spiegelt auch ein Problem der letzten Jahre mit Λ CDM Rechnungen wieder, das als *missing satellite* Problem bezeichnet wird. Beobachtungen haben gezeigt, dass die Anzahl dieser kleinen Halos nicht bestätigt werden kann und die tatsächliche Anzahl der Subhalos um den Faktor 5 geringer ist (siehe Strigari et al., 2007 und Klypin et al., 1999). Somit waren diese Massen für die vorliegende Parameterstudie relativ ungeeignet, da sie sowohl bei $z = 0$ wie auch $z = 2.433$ die Galaxien mit kleiner Masse überrepräsentierten. Ein weiteres Argument, die Massen der Millennium-Simulation nicht zu entnehmen, war, dass diese Arbeit hauptsächlich *major merger* und *intermediate merger* untersuchen wollte und die Akkretion kleiner Halos für die verwendete *restricted n-body* Methode sowie für die Statistik vernachlässigt werden musste. Dennoch konnten der Millennium-Simulation einige wichtige Beziehungen für diese Arbeit entnommen werden. So ergab sich ein logarithmischer Zusammenhang zwischen Masse und Haloradius. Weiters zeigte sich, dass kein trivialer

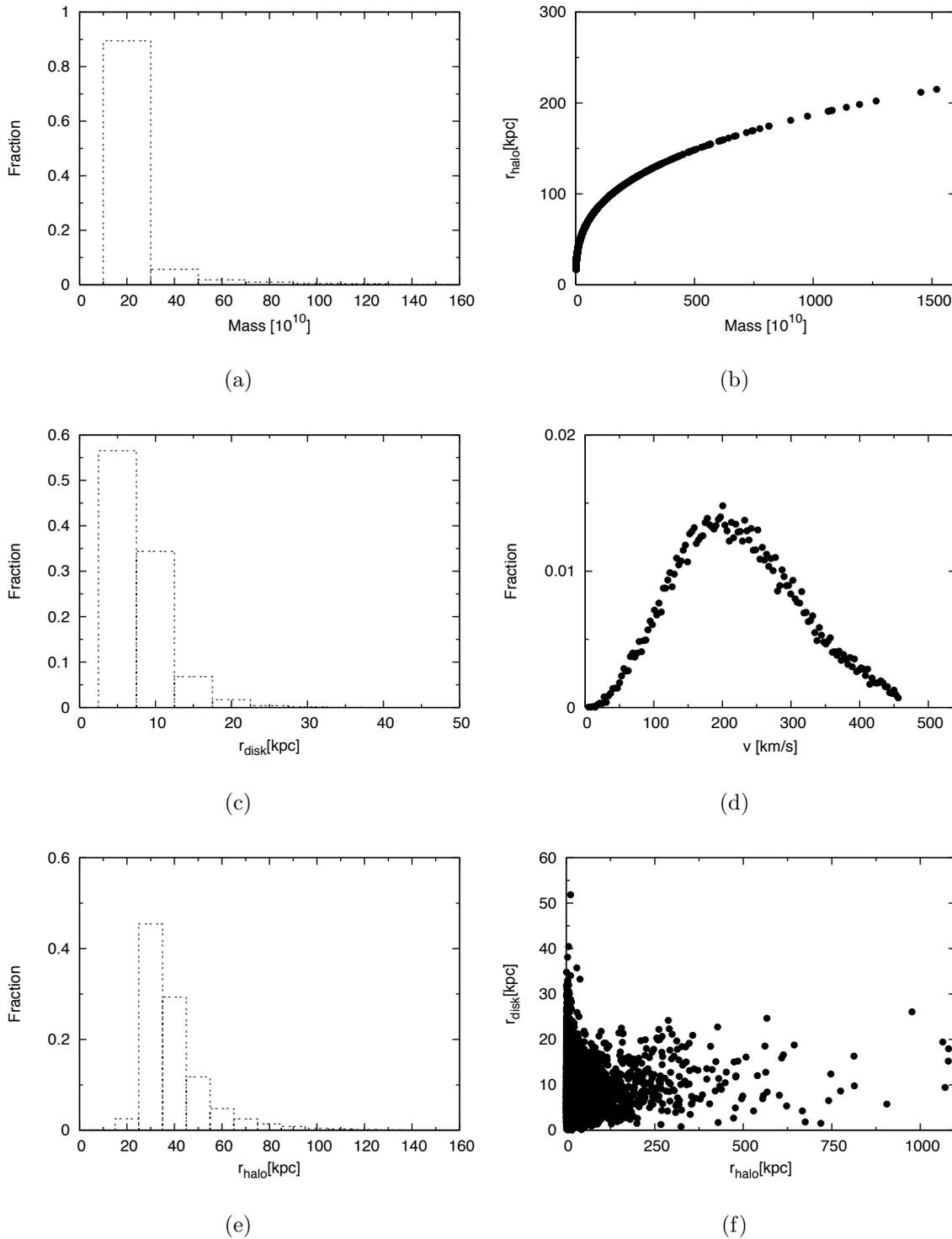


Abbildung 2.4: Zusammenstellung der Parameter eines Kubus bei $z=2.433$. (a) Anteil der Massen. Hier zeigte sich eine Dominanz der Galaxien mit kleiner Masse, die durch das hierarchische Galaxienentstehungsmodell vorhergesagt wurden. (b) Die aus der Millennium-Simulation entnommene logarithmische Beziehung zwischen Masse und Haloradius. (c) Die Scheibenradien der Galaxien. (d) Geschwindigkeitsverteilung der Galaxien, entsprechend einer Maxwell-Boltzmann Geschwindigkeitsverteilung. (e) Radien der Halos der Galaxien. (f) Der nicht-triviale Zusammenhang zwischen Haloradius und Scheibenradius der Galaxien im Kubus.

Tabelle 2.3: Nomenklatur und Beschreibung der kleinen Kuben, die anfänglich 3774 Galaxien beinhalten. Umgerechnet entspricht dies 14243076 potentiellen Galaxienwechselwirkungen, die auf 336202 Wechselwirkungen in erster Näherung reduziert werden konnten.

Kubenummer	Galaxien im Kubus	Kubenummer	Galaxien im Kubus
<i>K1</i>	137	<i>K11</i>	258
<i>K2</i>	559	<i>K12</i>	130
<i>K3</i>	182	<i>K13</i>	138
<i>K4</i>	127	<i>K14</i>	163
<i>K5</i>	132	<i>K15</i>	232
<i>K6</i>	131	<i>K16</i>	43
<i>K7</i>	60	<i>K17</i>	323
<i>K8</i>	43	<i>K18</i>	295
<i>K9</i>	129	<i>K19</i>	283
<i>K10</i>	355	<i>K20</i>	54

Zusammenhang zwischen Haloradius und Scheibenradius existiert. Eine sehr bemerkenswerte Tatsache aus der Bearbeitung der Kuben aus $z = 0$ wiederholte sich jedoch in der Geschwindigkeitsverteilung. Die Geschwindigkeiten konnten durch eine Maxwell-Boltzmann Geschwindigkeitsverteilung beschrieben werden.

Nichtsdestotrotz eignete sich diese Verteilung nicht als Eingabe für eine ausgedehnte Parameterstudie, da sich die Galaxien sowohl in einer nahen Wechselwirkung als auch in einem fast statischen Gebiet befinden konnten. Daher wurden die Kuben im nächsten Schritt re-simuliert, um die Parameter vergleichbarer zu machen.

2.2.3 Untersuchung der Verteilungen

Da die Geschwindigkeiten nicht eins zu eins übernommen werden konnte, wurden die Galaxien als Zweikörperproblem behandelt, um nahe Vorbeigänge herauszufiltern und die Galaxien auf eine genormte Distanz zu bringen. Diese genormte Distanz diente dazu, die Rechnungen vergleichbar zu machen, indem immer vom selben Anfangspunkt gestartet wurde.

Um den Rechenaufwand zu minimieren wurden kleinere Kuben verwendet. Wie in der Vorabstudie wurden die Kuben zufällig gewählt und bearbeitet. Die Wahl kleinerer Kuben hat den Nachteil, dass sich die Anzahl der Galaxien verringert. Es war jedoch zwingend notwendig, kleinere Volumina zu verwenden, um auch dichte Raumregionen untersuchen zu können ($O(N^2)$ Problem). Insgesamt wurden 20 Kuben mit jeweils $10 h^{-1}$ Mpc Seitenlänge eingesetzt (siehe Tabelle 2.3).

Zum Zweck der Datenaufarbeitung wurden die Parameter in das Einheitensystem des benutzten N-Körper Programms gebracht (siehe “Einleitung“). Im Folgenden soll die zur Aufarbeitung verwendete Programmstruktur mit ihren Funktionen erläutert werden. In einem ersten Schritt wurden nur die Galaxienkerne gerechnet und in einem zweiten die Galaxien inklusive Scheibenteilchen.

Erster Schritt

Im ersten Schritt wurden mit Hilfe von MINGA die Galaxienkerne simuliert und anhand ihres nächsten Begegnungspunktes eingeteilt. Diese Maßnahme reduzierte die Anzahl der Galaxienpaare, da Paare herausgefiltert wurden, die sich nicht genügend annäherten.

Dieser minimale Abstand wurde daraufhin den Daten der Millennium-Simulation zugeordnet.

- *analyse.f90*: Dieses Programm diente dazu, die Daten der Millennium-Simulation zu reduzieren und für das verwendete N-Körper Programm nutzbar zu machen. Dies umfasste auch die Umrechnung der Einheiten beider Systeme. Die Einheiten der de Lucia Datenbank waren:
 - Gravitationskonstante: $6.674 \times 10^{-11} \frac{\text{m}^3}{\text{kg s}^2}$
 - Hubbleparameter: $h=0.72$
 - Längeneinheit: $1 \text{ LE} = 1h^{-1} \text{ Mpc} = 1388.8 \text{ kpc}$
 - Masseneinheit: $1 \text{ ME} = h^{-1} 10^{10} M_{\odot} = 1.3888 \times 10^{10} M_{\odot}$
 - Geschwindigkeitseinheit: $1 \text{ GE} = 1 \text{ km/s}$

Das Programm *analyse.f90* brachte die hier dargestellten Einheiten in das Einheitensystem der MINGA-Rechnung.

- *run_minga.job*: Erzeugte anhand der aus dem Programm *analyse.f90* gewonnenen Daten automatisch Eingabedateien für die N-Körper Simulation. Entscheidend war, dass dieses Programm bei der Begegnung den minimalen Abstand ermittelt. Kamen sich zwei Galaxien auf mindestens 100 kpc nahe, bestand bereits die Möglichkeit einer Wechselwirkung. Des Weiteren hatte das Programm die Aufgabe die Ausgabe soweit zu verwalten, dass nur die notwendigen Daten überbleiben, so dass der Festplattenspeicher nur minimal belastet wird.
- *stick.f90*: Dieses Programm verband die oben beschriebenen Programmteile mit der MINGA-Rechnung und gab nur diejenigen Konfigurationen wider, die für eine Wechselwirkung vielversprechend waren. Unterscheidungsmerkmal war hierfür der minimale Abstand, den die Konfiguration innerhalb von 10 Gyr erreichte.

Zweiter Schritt

Nach dieser anfänglichen Reduzierung der potenziellen Wechselwirkungen war es ein weiteres Ziel, die herausgefilterten Galaxien nochmals zu rechnen, in diesem Fall jedoch mit Scheibenteilchen, um wechselwirkende Galaxienpaare mit Materialüberstrom zu identifizieren. Dazu wurden die folgenden Programme benutzt:

- *fin_minga.job*: Genau wie *run_minga.job* erzeugte dieses Programm die Eingabe der Parameter für die N-Körper Simulation aus den Daten der Millennium-Simulation. Anders als im vorangegangenen Teil wurden nicht nur die Galaxienkerne, sondern auch die Scheiben aufgesetzt, die der der Millennium-Simulation entnommenen Größe entsprachen. Dieses Programm erlaubte zudem eine visuelle Überprüfung der Physik mittels einer IDL-Darstellung.

- *addition.f90*: Dies ist ein Programm, das unter Zuhilfenahme einer modifizierten Version des Programms *outboglob.f* die überströmenden Teilchen bestimmte. Dadurch war es möglich wechselwirkende von nicht-wechselwirkenden Galaxien zu unterscheiden. Eine der zentralen Aufgaben des Programms war es, anhand des Potentials zu unterscheiden, zu welcher Galaxie ein Teilchen gehört, beziehungsweise, ob es überhaupt gebunden oder nicht-zuordenbar ist. Zu diesem Zweck soll Abb. 2.5 veranschaulichen, wie die Zuordnung abläuft.

Innerhalb des Programms *addition.f90* wurde der Halo der Dunklen Materie als isotherme Sphäre angenommen (siehe Anhang C), wie es auch die MINGA-Rechnung vorgibt. Das Gesamtpotential setzte sich aber nicht nur aus dem Halo zusammen, sondern wies außerhalb des Halos ein Kepler-Potential der Form $1/r$ auf, welches beim jeweiligen Haloradius abgeschnitten wurde.

Bei der Wechselwirkung der beiden Galaxien trafen zwei Potentiale aufeinander, die jedoch aufgrund der Symmetrie einfach aufaddiert werden konnten. Wurden alle Potentiale zusammengenommen, ergab sich der Potentialtopf des kompletten Systems, in dem sich die Testteilchen bewegten. Die Routine, die das Minimum/Maximum des Potentials bestimmte, war ein modifiziertes Bisektionsverfahren, womit sich die Zugehörigkeit der Testteilchen zu den einzelnen Galaxien klären ließ. In diesem Programm bestand die Intervallschachtelung allerdings nicht auf einer Halbierung der Suchintervalle, sondern funktionierte anhand einer Unterteilung gemäß dem "Goldenen Schnitt". Dieses System kann nur eingesetzt werden, wenn sich das zusammengesetzte Potential durch eine einfache Funktion beschreiben lässt, das keine lokalen Maxima/Minima aufweist. Die für den Halo in dieser Arbeit verwendeten eingeschränkte isotherme Sphäre besaß jedoch in ihrem Zentrum einen *cusp*, der bei der Suche nach dem Minimum/Maximum nicht berücksichtigt wurde. Daraus resultierte solch eine gesuchte einfache Funktion, mit der es möglich war die Testteilchen den Galaxien zuzuordnen. Weiters errechnet wurden Teilchen die an das Gesamtsystem gebunden waren, jedoch nicht einer einzelnen Galaxie zugeordnet werden konnten, sowie die Teilchen, die sich komplett aus dem System entfernt hatten. Mit dieser Methode konnte zu jedem Zeitpunkt der Simulation die Anzahl der überströmenden Teilchen und der Teilchen der Galaxien bestimmt werden. Die Ausgabe der Zugehörigkeit jedes Teilchens zu allen Zeitpunkten bildete somit die Grundlage für die Analyse der Wechselwirkung.

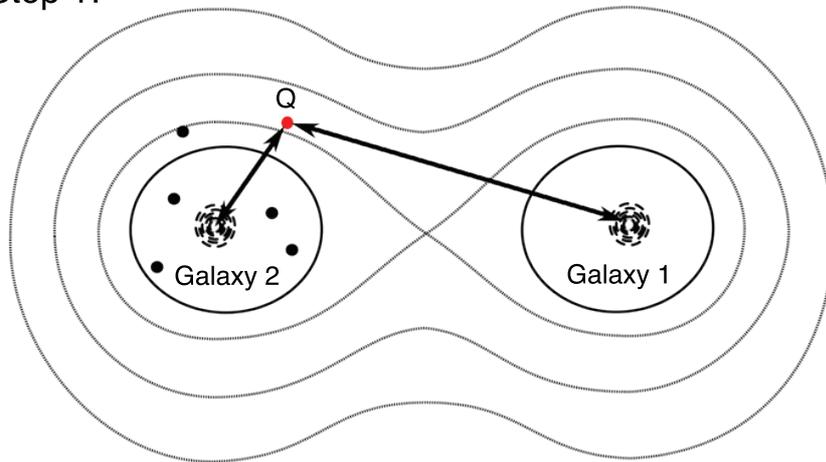
Mit der oben beschriebenen Programmstruktur konnten diejenigen Galaxien herausgefiltert werden, die Teilchen der anderen Galaxie in ihr Potential aufnahmen. Gerechnet wurde dabei durchgängig 10 Gyr, um den Wechselwirkungsprozess zu betrachten und in unserer Epoche anzukommen. Auf diese Weise konnten die Parameter der Millennium-Simulation extrahiert und analysiert werden. Das Ergebnis dieser Analyse soll im folgenden Kapitel dargestellt werden.

2.3 Ergebnisse und Interpretation

In diesem Teilabschnitt sollen die erzielten Ergebnisse betrachtet und interpretiert werden, um im Anschluß daran Verteilungsfunktionen zu erarbeiten.

Wesentliche Informationen über die Wechselwirkungspartner können den folgenden

Step 1:



Step 2:



Step 3:

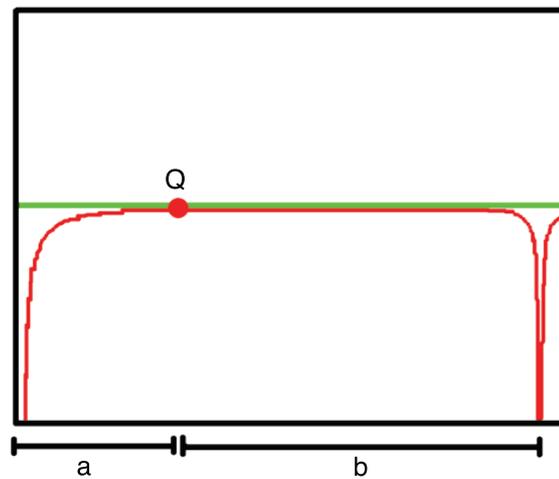


Abbildung 2.5: Schematische Darstellung der Schritte mit denen auf einfache Weise festgestellt werden konnte, zu welcher Galaxie ein Teilchen gehört. Diese Zugehörigkeit war ausschließlich von der Entfernung der Galaxien abhängig, da es sich um ein kugelsymmetrisches Potential handelte. (STEP 1) Potentialtöpfe, die durch die Galaxien erzeugt wurden. (STEP 2) Da das Potential nur von der Entfernung zu den Galaxienkernen abhängt, war es möglich, das Problem zu vereinfachen und (STEP 3) auf zwei Dimensionen überzuführen.

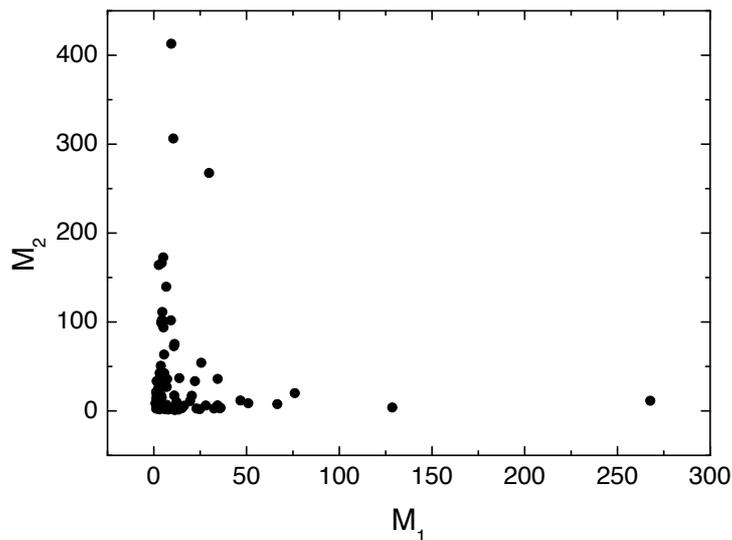


Abbildung 2.6: Das Verhältnis der Massen der herausgefilterten wechselwirkenden Galaxien zueinander, die dem Trend des hierarchischen Galaxienentstehungsmodells entsprechen. Dies bedeutet, dass es viele sehr kleine Wechselwirkungspartner gibt, aber kaum *major merger*.

Diagrammen entnommen werden. In diesen Diagrammen soll ein Eindruck vermittelt werden, wie die Anfangsbedingungen prinzipiell beschaffen waren. Die Annahme des gewählten Abstandskriteriums hatte sich bei der Betrachtung der Daten als sehr erfolgreich erwiesen. In Bezug auf die Massen (Abb. 2.6) konnte wie auch in der vorherigen Diskussion kein eindeutiger Zusammenhang festgestellt werden. Es gab viele *minor merger*, aber keine *major merger*. Dies führt bei einer näheren Betrachtung zu dem bereits erwähnten *missing satellite* Problem (Strigari et al., 2007 und Klypin et al., 1999). Aus diesem Grund mussten für die weitere Arbeit realistische Werte der Literatur entnommen werden.

Äußerst wichtig für die Wechselwirkung und das Überstromkriterium war die Ausdehnung der Halos beider Galaxien. Dieser Parameter entstammte der Millennium-Simulation und kann für die wechselwirkenden Galaxien anhand der Abbildungen betrachtet werden. Die Scheibenradien der re-simulierten Wechselwirkungen sind in Abb. 2.8 dargestellt und die Haloradien in Abb. 2.7. Die Scheiben der Simulation entsprechen den Beobachtungen der Extragalaktik. Der Vergleich von Haloradien und Scheibenradien brachte wie erwartet keine neue Relation zu Tage und wurde daher in dieser Arbeit nicht weiter behandelt.

In einem weiteren Schritt wurden mit Hilfe des Programms *anfang.f90* die Energien und weitere Daten der Galaxien zusammengefügt und analysiert. Die Wechselwirkungen wurde in diesem Teil der Arbeit wieder als Zweikörperproblem behandelt (siehe Anhang B) und auf einen bestimmten Radius normiert. Dies machte die Daten einerseits vergleichbar, andererseits half dies in der darauf aufbauenden Betrachtung von *Polar Ring/Disk* Galaxien, gleiche Anfangsbedingungen für einen weiteren Schritt zu schaffen. Die Entfernung zwischen den Galaxienkernen wurde dabei auf 500 Längeneinheiten festgelegt. Die Gesamtenergie setzte sich aus der potentiellen Energie und der kinetischen Energie zusammen und wurde in Geschwindigkeiten umgerechnet. Das

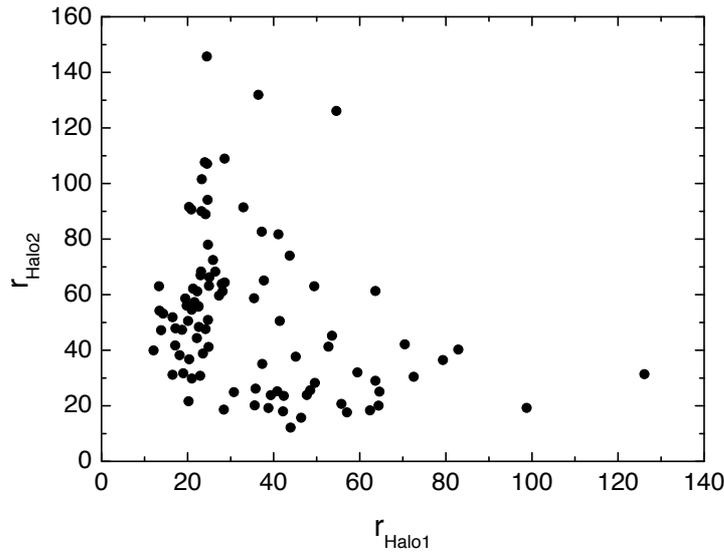


Abbildung 2.7: Resultierende Haloradien der Galaxien, die direkt aus der Millennium-Simulation entnommen werden konnten. In den gerechneten Fällen verschmelzen sehr große Halos kaum, was einem hierarchischen Galaxienentwicklungs-Modell entspricht, in dem kleine von den großen Galaxien akkretiert werden.

Formelwerk für das Zweikörperproblem mit einer reduzierten Masse lässt sich als

$$M_{\text{tot}} = m_1 + m_2 \quad (2.7)$$

$$M_{\text{rp}} = \frac{m_1 m_2}{m_1 + m_2} \quad (2.8)$$

$$E_{\text{tot}} = E_{\text{kin}} + E_{\text{pot}} \quad (2.9)$$

$$E_{\text{kin}} = \frac{1}{2} M_{\text{rp}} v_{\text{rp}}^2 \quad (2.10)$$

$$E_{\text{pot}} = -\frac{GM_{\text{tot}}M_{\text{rp}}}{r_{\text{rp}}} \quad (2.11)$$

schreiben. Die Parameter E_{tot} , M_{rp} , M_{tot} ergeben sich aus der Millennium-Simulation. Der Abstandparameter wurde hingegen als Normierungsdistanz frei gewählt. Somit ergab sich der gesuchte Zusammenhang für die Geschwindigkeit durch:

$$v_{\text{rp}}^2 = \frac{2E_{\text{tot}}}{M_{\text{rp}}} + 2G \frac{M_{\text{tot}}}{r_{\text{rp}}} \quad (2.12)$$

M_{tot}	Gesamtmasse des Systems
M_{rp}	Masse des reduzierten Teilchens
E_{tot}	Gesamtenergie des Systems
E_{kin}	Kinetische Energie des Systems
E_{pot}	Potentielle Energie des Systems
v_{rp}	Geschwindigkeit des reduzierten Teilchens
r_{rp}	Distanz im System des reduzierten Teilchens
G	Gravitationskonstante
$m_{1,2}$	Massen der beiden Galaxien

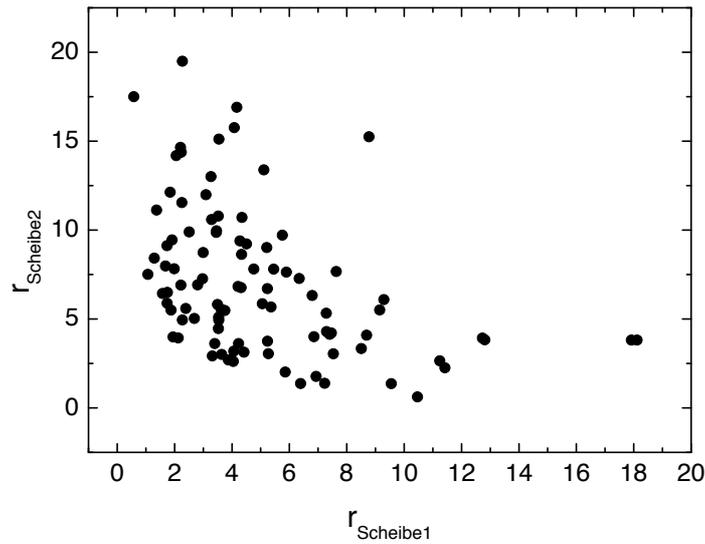


Abbildung 2.8: Resultierende Scheibenradien, die den selben Trend widerspiegeln wie die Haloradien.

Die Geschwindigkeit wurde anhand dieses Formelwerks ermittelt und ist in Abb. 2.9 zu sehen. Auffallend ist, dass auch der Geschwindigkeitsbereich stark eingeschränkt ist. So hatten die meisten wechselwirkenden Systeme eine Geschwindigkeit von rund 207 km/s, was einer Geschwindigkeitseinheit entspricht (bei 500 LE). Die Geschwindigkeitsdispersion errechnete sich in diesem Fall zu 63.278 km/s. Diese Geschwindigkeit scheint im Kontext der Galaxienevolution sehr stimmig.

Die Fitwerte ergaben die Maxwell-Boltzmann Geschwindigkeitsverteilung (siehe Tabelle 2.4) und spiegeln die grundsätzliche Geschwindigkeitsverteilung der Millennium-Simulation wider. Gegenüber der Geschwindigkeit des Kubus bei $z = 2.433$ hatte sich die Funktion zu kleineren Geschwindigkeiten hin verschoben, was sich durch die Normierung auf 500 LE ergab.

In Tabelle 2.4 sind die Variablen der Maxwell-Boltzmann Geschwindigkeitsverteilung eingetragen, die in der folgende Parameterstudie als Anfangsbedingung verwendet wurden (Abbildung 2.9).

Markant war zudem das Verhältnis der Galaxienmasse zur Größe des Halos. Mittels einer einfachen logarithmischen Funktion ließ sich hierbei die Masse in den Radius des Halos überführen. Um zu einer Korrelation zu kommen, wurde das Verhältnis (Abb.

Tabelle 2.4: Fitparameter für die Maxwell-Boltzmann Geschwindigkeitsverteilung (in Systemeinheiten), die aus den Ergebnissen der Re-simulation gewonnen wurden. Durch die Normierungsdistanz hatte sich die Funktion dabei zu kleineren Geschwindigkeiten verschoben, wenn man dies mit den Gesamtgeschwindigkeiten der Millennium-Simulation bei $z = 2.433$ vergleicht.

	W.1
a	0.734007 ± 0.065
b	1.31471 ± 0.132
x_0	0.080608 ± 0.08154

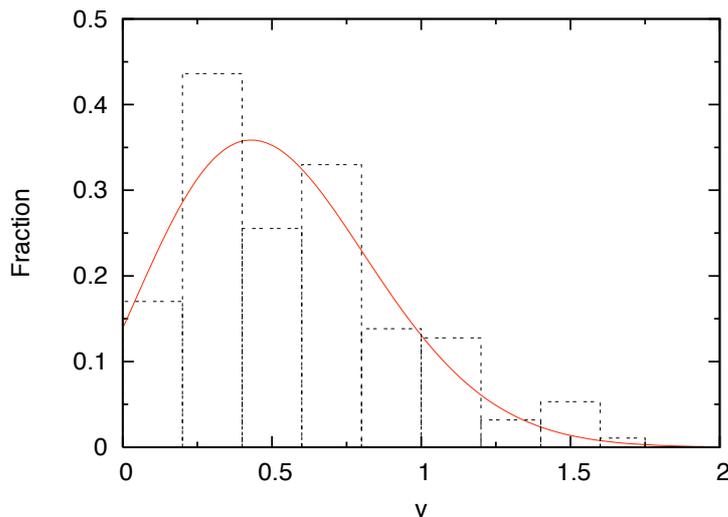


Abbildung 2.9: Geschwindigkeit normiert auf einen Abstand von 500 Längeneinheiten, gefittet durch eine Maxwell-Boltzmann Geschwindigkeitsverteilung, analog zu den Beschreibungen der Galaxien der Kuben. Die Geschwindigkeitsdispersion beträgt 63.278 km/s.

2.10) mit der allgemeinen Funktion (2.13) und den Fitparametern (Tabelle 2.5) gefittet.

$$f(x) = c \ln(y - y_0) + d \quad (2.13)$$

Einige grundlegende Parameter für Wechselwirkungspartner waren mit diesen Gleichungen bestimmt. Schließlich waren nur mehr die Massen und einige weitere Parameter erforderlich, die auf Grund der oben genannten Argumente der Literatur entnommen werden müssen. Zu diesem Zweck wurden die Daten der Tabelle 1.1 und Tabelle 1.2 genutzt, die aus Schneider (2006) stammen.

2.4 Zusammenfassung

Anhand der Millennium-Simulation Daten sollte der Parameterraum für die Simulation der *Polar Ring/Disk* Galaxien eingeschränkt werden. Zu diesem Zweck wurden mehreren Raumvolumina der Millennium-Simulation analysiert und die darin enthaltenen Galaxien in einem eingeschränkten N-Körper Programm simuliert. Dabei stellte sich heraus, dass sich die Geschwindigkeitsverteilungen der Galaxien durch eine Maxwell-Boltzmann Geschwindigkeitsverteilung beschreiben lassen. Die Geschwindigkeiten konnten jedoch erst durch die Aufarbeitung und Normierung auf einen Ab-

Tabelle 2.5: Fitparameter für die Umrechnung der Masse in Haloradien. Dieser Zusammenhang wurde aus der Re-simulation gewonnen. In der vorliegenden Arbeit wird dieser Zusammenhang als Wechselwirkungsergebnis W.1 bezeichnet.

	W.1
c	30.5234 ± 1.661
d	-50.6613 ± 7.17
y_0	-7.8975 ± 1.223

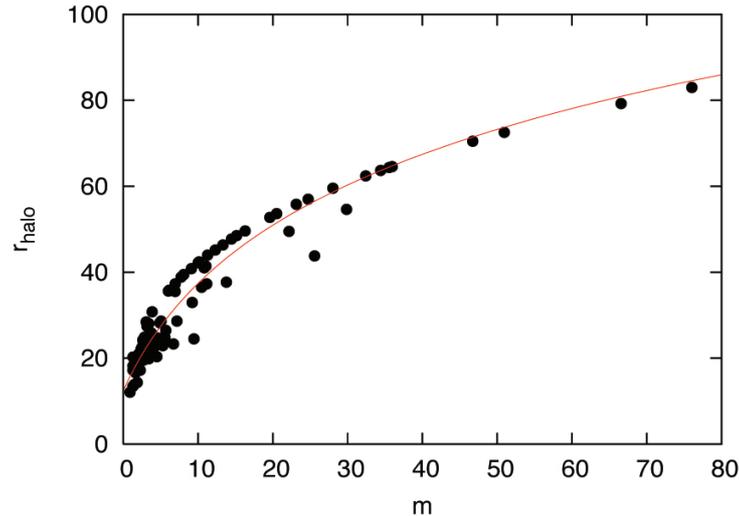


Abbildung 2.10: Verhältnis der Galaxienmasse zum Radius des Halos. Die rote Linie stellt einen logarithmischen Fit dar, der für die Bestimmung der Anfangsbedingungen der Parameterstudie genutzt wurden.

stand von 500 Längeneinheiten für diese Arbeit nutzbar gemacht werden. Die abstandsnormierten Geschwindigkeiten ließen sich ebenfalls mit einer Maxwell-Boltzmann Geschwindigkeitsverteilung darstellen (Gleichung 2.6).

Die Haloradien konnten durch einen logarithmischen Zusammenhang zu der Masse beschrieben werden (Gleichung 2.13), wobei die erarbeiteten Parameterwerte aus den Tabellen 2.4 und 2.5 eingeflossen sind.

Wichtig für die weiteren Anfangsbedingungen der Parameterstudie waren im Wesentlichen auch Massenverhältnisse, Haloradien und Scheibenradien der Galaxien, die auf Grund einiger Überlegungen der Literatur entnommen werden mussten. Somit konnte durch die Analyse der Millennium-Simulation ein Teil der Parameter eingeschränkt werden. Viele Parameter mussten jedoch Beobachtungen entnommen werden. Insgesamt war die verwendete Millennium-Simulation nicht so erfolgreich für die Untersuchung der Verteilungsfunktionen wie erhofft. Dennoch konnte auf der Haloradius-Massenkorrelation und der Geschwindigkeitsverteilung aufgebaut werden.

2.5 Anmerkungen

Im Zuge der Bestimmung adäquater Anfangsbedingungen wurden einige Anstrengungen unternommen, Daten zu gewinnen. Da die gängige Literatur kaum oder gar keine Auskunft über die Verteilungen der Parameter einer Galaxienwechselwirkung gibt, wurde die Millennium-Simulation hinzugezogen. Es waren einige Bemühungen nötig, Daten aus der Millennium-Simulation zu extrahieren. Die anfängliche Idee die *merger trees* zu benutzen (Bower et al., 2006 und De Lucia et al., 2006) stellte sich nach etlichen Versuchen und Bearbeitung als unpassend heraus, da reine *merger* betrachtet werden und somit eine (reine) Akkretion von Scheibensternen nicht realisiert werden konnte. Dennoch könnte dies in darauf aufbauenden Untersuchungen die Analyse der *merger trees* interessant sein, da sie ein schnelles Durchlaufen der Entwicklungsgeschichte der Galaxien ermöglichen. In diesem Fall sollten einzelne Entwicklungsbäume durchlaufen werden, um Wechselwirkungsparameter für eine vergangene Epoche des Universums

festzuhalten.

Des Weiteren ist anzumerken, dass die Auswahl der Datenkuben zufällig erfolgte, jedoch bei einigen Kuben das Problem der Datenmenge bestand ($O(N^2)$ Problem). So konnten einige der galaxienreicheren Würfel nicht reduziert werden, was die Aussagekraft der Verteilungsfunktion (in nicht näher bestimmten Maß) beeinflusst.

Der Umstand, dass in der N-Körper Simulation per se Scheibengalaxien verwendet wurden, führte in der Unterscheidung und der Erzeugung von Anfangsbedingungen zu keinem weiterführenden Problem, da der Überstrom nicht weiter relevant war, bis auf die Aussage, dass ein solcher stattfand. Diese Herangehensweise lässt sich auch mit dem Argument untermauern, dass in diesem Programm nur mit Testteilchen gearbeitet wurde, das heißt die wirkliche Form der Galaxien konnte vernachlässigt werden, da keine Teilchen-Teilchen Wechselwirkungen stattfinden.

Kapitel 3

Parameterstudie

Nachdem im vorherigen Kapitel die Parameter für eine Wechselwirkung mit Materieüberstrom ermittelt worden sind, soll an dieser Stelle explizit auf die *Polar Ring/Disk* Galaxie-Struktur eingegangen werden. Um Rechenzeit einzusparen, wurde diese Studie ebenfalls mit dem bereits verwendeten *restricted n-body* Code durchgeführt. Die weiteren Programme basierten auf einer modifizierten MINGA-Version die automatisch eine Parameterstudie durchführten, um die Modelldaten auf eine polare Struktur hin zu untersuchen. Eine prototypische *Polar Ring/Disk* Galaxie ist in Abbildung 3.1 ersichtlich. Die meisten Auswerte-Routinen für diesen Teil der Arbeit wurden unter Zuhilfenahme dieser Galaxie getestet und erarbeitet.

3.1 Das Programm

Diese Parametersuche basierte auf einer Reihe von *Bash-shell* Skripten, *Perl*-Skripten und einigen Fortran 77, beziehungsweise 90/95 Unterprogrammen. Zuerst erfolgte dabei eine Variation der Parameter mittels der im vorangegangenen Kapitel erarbeiteten Verteilungsfunktionen in dem zu untersuchenden Parameterraum. Unter Verwendung dieser Verteilungsfunktionen fand eine Modifikation der Startparameter für die N-Körper Rechnung statt, die dann direkt an das MINGA-Programm weitergeleitet wurde. Nach der Simulation wurden einige Analyseroutinen gestartet, die daraufhin bezüglich der Geometrie der Wechselwirkung entschieden, ob diese Konfiguration eine *Polar Ring/Disk* Galaxie erzeugte oder nicht.

3.1.1 Initialisierung und N-Körper Rechnung

Die Initialisierung der N-Körper Rechnung basierte auf den Daten und Parametern der Millennium-Simulation. Da eine systematische Abarbeitung des Parameterraums nicht möglich war und eine gewisse Verteilung gegeben sein musste, um vernünftige Schlüsse und Aussagen erzielen zu können, wurden bereits im vorangegangenen Kapitel die Funktionen erarbeitet, die die Anfangsbedingungen beschreiben. Die Anfangsgeschwindigkeiten (in Geschwindigkeitseinheiten) lassen sich mit

$$f(v) = 1.823(v + 0.300)^2 \exp(-1.869(v + 0.300)^2) \quad (3.1)$$

beschreiben. Andere freie Parameter, wie etwa die Winkel der Scheiben zueinander, wurden rein zufällig gewählt, ebenso wie die Drehrichtung der Scheiben zueinander.

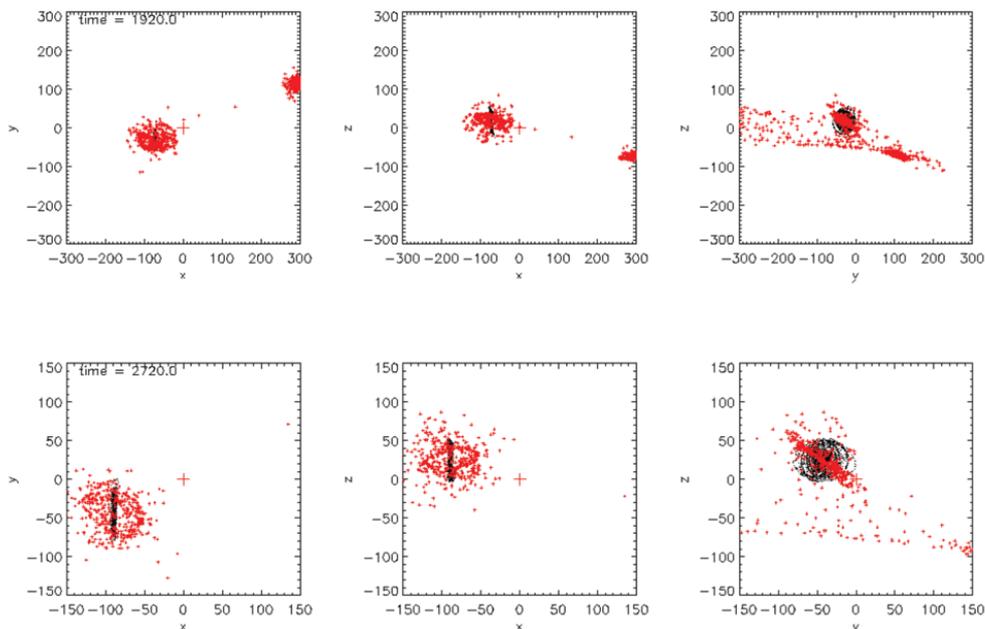


Abbildung 3.1: Erster zufälliger Test zur Abschätzung der Sichtbarkeit, beziehungsweise Analysierbarkeit von *Polar Ring/Disk* Galaxien in der MINGA Simulation. Durch simples Ausprobieren von Parametern konnte diese Prototyp-Galaxie erzeugt werden.

Die Massen wurden nicht der Millennium-Simulation entnommen, da diese das *missing satellite* Problem widerspiegeln (Klypin et al., 1999 und Strigari et al., 2007). Stattdessen wurden aktuelle Werte aus Beobachtungen von S0-Galaxien herangezogen, beziehungsweise Werte aus den Tabellen 1.1 und 1.2. Dies erfüllte auch den Zweck, dass trotz einer eingeschränkten Begegnung von nur zwei Galaxien schlussendlich die beobachteten Massen resultierten. Diese mussten des Weiteren auch den Eigenschaften heutiger S0- und Spiralgalaxien entsprechen.

Aus den Massen der Wechselwirkungspartner konnte dann mittels einer logarithmischen Funktion auf die Ausdehnung des Halos geschlossen werden. Die Formel für diese Rechnung (in Längeneinheiten) lautet

$$r_{\text{halo}} = 30.52 \ln(M + 7.897) - 50.66. \quad (3.2)$$

Die Scheibenradien wurden ebenfalls aus bekannten Werten der S0-Galaxien gewonnen. Dieses Parameterspektrum für Scheiben wurde jedoch erhöht, da die Testteilchen auf einfache Weise auch die Gasscheibe berücksichtigen sollten. Dies resultierte in einer Einschränkung des Parameterraums, die in Tabelle 3.1 ersichtlich ist. Die Tatsache, dass die Scheibe der Galaxie theoretisch größer sein konnte als der Halo, kann als rein technische Angelegenheit betrachtet werden, die es möglich machte die Gasscheibe zu berücksichtigen.

Im Vorfeld wurden einige Tests und Voruntersuchungen unternommen. Auf Grund dieser Voruntersuchungen wurde der Exzentrizität mehr Beachtung geschenkt. Bei der Hauptuntersuchung konnten dann zu kleine Exzentrizitäten ausgeschlossen werden, da diese zu viele *merger* produziert hätten. Dies schränkte den Suchbereich ein und reduzierte dadurch den Rechenaufwand. Die Aussagekraft wurde durch diese Einschränkung

Tabelle 3.1: Variation der Parameter anhand vorheriger Untersuchungen und Abarbeiten des Parameterraums mit Hilfe der Geometrie.

Galaxie	Parameter	Parameterraum	Bemerkung/Beschreibung
G1	Masse	1-140	aus der Verteilungsfunktion
	Inklination	0- 360	Variation aller Scheibenwinkel
	Positionswinkel	0- 180	Variation aller Scheibenwinkel
	Haloradius	$\sim 16 - \sim 101$	wurde aus der Masse ermittelt
	Scheibenradius	$\sim 1 - \sim 66$	wurde variiert, bzgl. Haloradius
	Geschwindigkeit	0	wurde per Definition angenommen
G1	Masse	1-140	aus der Verteilungsfunktion
	Inklination	0 - 360	Variation aller Scheibenwinkel
	Positionswinkel	0 - 180	Variation aller Scheibenwinkel
	Haloradius	$\sim 16 - \sim 101$	wurde aus der Masse ermittelt
	Scheibenradius	$\sim 1 - \sim 66$	wurde variiert, bzgl. Haloradius
	Geschwindigkeit	0 - 1	aus der Verteilungsfunktion

allerdings nicht geschmälert. Aus ähnlichen Überlegungen konnte die Exzentrizität nach oben hin eingeschränkt werden. Die Exzentrizität schuf jedoch ein Problem, weil sie nicht ohne weiteres vorgegeben werden konnte. Daher mussten die restlichen Parameter ausgewürfelt werden, um daraus die Exzentrizität zu berechnen. Lag diese nicht in dem gewünschten Wertebereich, mussten die Parameter neuerlich variiert werden, was als Hauptgrund für die schlechte Effizienz des Programms angesehen werden kann. War das Exzentrizitätskriterium jedoch erfüllt, wurde die Simulation in die Geometrie 3.2 eingebettet. Dies musste so sein, da die räumliche Information bei der Normierung der Geschwindigkeit der Galaxie verloren gegangen ist. So mussten auch die Verhältnisse der Geschwindigkeitskomponenten zufällig ausgewürfelt werden, durften aber den maximalen Zufallswert des Geschwindigkeitsbetrags nicht überschreiten. Die Geschwindigkeitsvektoren wurden dabei derart in die Geometrie eingebettet, dass eine Galaxie keine Geschwindigkeit besaß und der Geschwindigkeitsvektor der anderen Galaxie in Richtung der anderen zeigte. Die Geschwindigkeitsanteile wurden dann massenabhängig in MINGA auf die beiden Galaxien aufgeteilt. Zudem konnte der Parameterraum der Geschwindigkeit verkleinert werden, da die Scheibeninklination und der Positionswinkel der Scheibe zufällig gedreht wurden. Dabei ergab sich eine Symmetrie, in der retrograde und prograde Begegnungen möglich waren. Dieser Bereich stellte in der Anfangsgeometrie einen Quadranten dar, der in der Abbildung grau unterlegt ist. Anhand der Verteilungsfunktion wurden die Geschwindigkeiten in x- und y-Richtung zufällig aufgesetzt, die innerhalb des grauen Quadranten lagen.

Zusätzlich wurde noch der Parameterraum für den Scheibenradius eingeschränkt, da dieser den Haloradius nicht überschreiten durfte. An dieser Stelle sollte noch einmal betont werden, dass alle Parameter innerhalb ihres Intervalls per Zufall ermittelt wurden. Ausschließlich der Haloradius wurde auf Grundlage der Millennium-Simulation Daten aus der Masse berechnet und hing nicht vom Zufall ab.

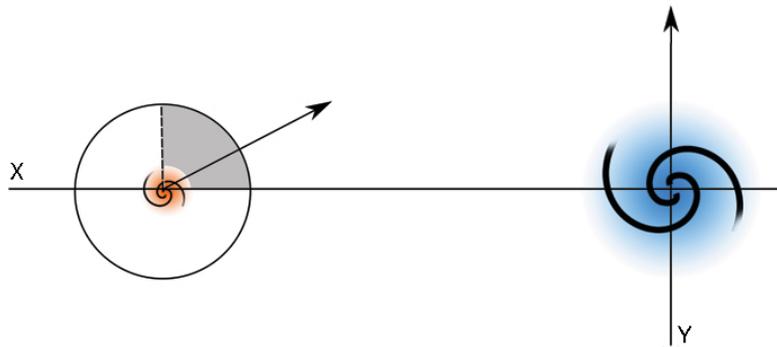


Abbildung 3.2: Vereinfachte geometrische Konfiguration der Anfangsbedingung. Der Start wurde bei 500 LE ohne weitere Variation der anderen Raumordnung festgelegt. Aus Symmetriegründen wurde dann ein Quadrant, in dem der Geschwindigkeitsvektor (grau) liegt, festgelegt. Die nicht-grauen Sektoren waren für eine Wechselwirkung nicht von Relevanz. Die Scheiben wurden beide zufällig gedreht, sodass jede mögliche Scheibenstellung realisiert werden konnte. Die weiteren Parameter wurden, wie im Text beschrieben, anhand der Verteilungsfunktionen und Parameterintervalle ausgewürfelt.

3.1.2 Analysewerkzeuge

Die Analyse gliederte sich in verschiedene Teile, die ineinander übergriffen. Als Ausgangspunkt dienten die Daten der MINGA-Simulation im ASCII-Format. Abb. 3.3 zeigt eine schematische Darstellung der Programmordnung.

Die genauen Abläufe und Funktionen der einzelnen Programme sollen im Folgenden beschreiben werden:

- *par_start3.job*: Dieses kleine *shell-script* hatte ausschließlich die Aufgabe die Ordnerstruktur zu manipulieren und die Zufallswerte in *ga_start.inp* einzufügen. Es legte die Basisvoraussetzungen für die Simulation fest und beinhaltete das Einlesen der Anfangsbedingung und die Weitergabe an MINGA. Am Ende jeder Simulation verschob es die Dateien in einen geschützten Bereich, um eine weitere Simulation mit MINGA durchzuführen. Allgemein formuliert war es das Hauptprogramm, welches vorwiegend dazu diente, die einzelnen Parameter durchzuarbeiten und dabei so wenig Speicher wie möglich zu blockieren. Anschließend rief das Programm MINGA und *workout.job* auf.
- *workout.job*: Nachdem MINGA von *par_start3.job* aufgerufen wurde und die Parameter für die aktuelle Simulation verfügbar waren, startete *workout.job* eine Ausleseprozedur, um die Daten für eine weitere Analyse zur Verfügung zu stellen. Wichtigkeit erlangte dieses Programm auch deshalb, da es die Simulation in Zeitabschnitte teilte. Erst nachdem die Daten aus MINGA im erforderlichen Format abgelegt wurden, startete die eigentliche Analyse mit den Programmen *analyse.exe*, *distinction.exe* und *leastsqrfind.exe*.
- *analyse.exe*: Dieses Programm diente ebenfalls der Datenaufarbeitung und Datensortierung. In einem ersten Schritt wurden die Daten aus *workout.job* eingelesen. Im Weiteren wurden die Koordinaten in die jeweiligen Zentren der Galaxien transformiert, die bekannt waren, da sie sich auf einer Kepler-Bahn bewegen.

Von diesen Punkten aus wurden die Entfernungen und Geschwindigkeiten berechnet. *analyse.exe* nutzte die selben Routinen wie *outboglob.f*, um wiederum die Abschätzungen für die Teilchenzugehörigkeit zu erzeugen. Nach der Entscheidung über die Zugehörigkeit wurde diese in Ausgabedateien sortiert, die klar ersichtlich machten, welche und wie viele Teilchen zu einem beliebigen Zeitpunkt übergeströmt waren. Schlußendlich wurde eine Parameterdatei erstellt, die den sich anschließenden Programmen helfen sollte, die Daten richtig zu verarbeiten.

- *distinction.exe*: Dies war ein kleines Fortran 90/95 Programm, das die Aufgabe hatte dem Programm *leastsqrfind.exe* die Information zu übergeben, welche der beiden Galaxienüberreste untersucht werden sollte. Die Auswahl erfolgte ausschließlich anhand der Teilchenanzahl, beziehungsweise der Überstromteilchenanzahl. Die bei der Voruntersuchung gemachten Erfahrungen zeigten, dass diejenige Galaxie mit den meisten Teilchen fast immer für die Untersuchung die relevantere Galaxie war.
- *leastsqrfind.exe*: Dies war ein weiteres Fortran 90/95 Programm, welches überprüfte, ob sich bei der Wechselwirkung ein Ring, beziehungsweise eine Scheibe gebildet hatte. Zusätzlich zu der anfänglichen Idee, die Drehimpulsvektoren zu multiplizieren, um zu analysieren ob sie orthogonal stehen, überprüfte das Programm, ob sich orthogonale Ebenen gebildet hatten.

Die Hauptanalyse folgte dem Vergleich zwischen der Ebene der Zentralgalaxie und der Ebene der polaren Struktur. Die polare Struktur wurde dabei fast ausschließlich aus Überstromteilchen gebildet. Die Festlegung der Ebenen geschah mit Hilfe des Kleinsten Fehlerquadrates, sprich dem Abstandsquadrat des Teilchens von der Ebene, in diesem Fall also einem Kubus. Dabei galt es die Matrixgleichung der folgenden Form zu lösen.

$$\begin{pmatrix} a_{11} & a_{21} & a_{31} \\ a_{12} & a_{22} & a_{32} \\ a_{13} & a_{23} & a_{33} \end{pmatrix} \times \begin{pmatrix} x \\ y \\ z \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} b_1 \\ b_2 \\ b_3 \end{pmatrix} \quad (3.3)$$

Die Matrizen wurden unter Zuhilfenahme der Gauß-Jordan Elimination gelöst, wodurch sich eine Ebenengleichung, beziehungsweise Vektoren ergaben, die die Ebenen beschreiben. Im darauffolgenden Schritt wurden die Vektoren der Ebene normiert und multipliziert, um festzustellen, welcher Winkel von den beiden Galaxien eingeschlossen wird. Zur Überprüfung der Ebenenanpassung diente das Fehlerquadrat, das erlaubte die Streuung, sprich die Genauigkeit der Ebene zu charakterisieren. War das Fehlerquadrat sehr groß, bedeutete dies, dass viele Teilchen weit um die Ebene gestreut waren und es somit keine eindeutige Ebene gab, auf der die Teilchen lagen. Konnten die Teilchen jedoch durch die Ebenen beschrieben werden und die Ebenen standen annähernd orthogonal, konnte man davon ausgehen, dass sich eine Scheibe oder ein Ring gebildet hatte. Diese Information wurde dann an das Programm *par_start3.job* übergeben, welches im Anschluss daran die Parameterstudie durchführen konnte.

In dem ganzen Bearbeitungsprozess wurde ständig entschieden, ob die jeweilige Wechselwirkung weiter verarbeitet wird oder nicht. So wurde unterschieden, ob es sich um einen *merger* handelte, ob überhaupt ein Teilchenüberstrom erfolgt war und ob eine

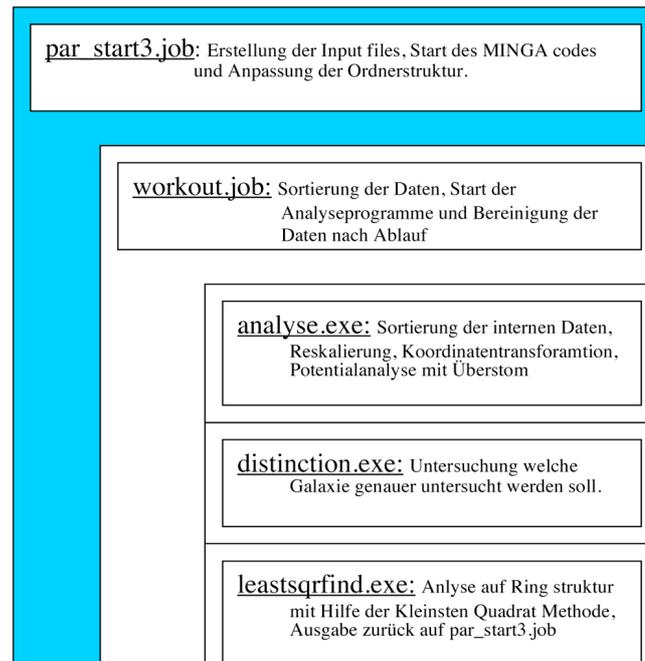


Abbildung 3.3: Schematische Darstellung des Analyseweges.

Begegnung stattgefunden hatte. Der weitaus wichtigere Teil demgegenüber war jedoch die Feststellung, ob es sich um eine polare Struktur handelte. Dabei wurden die Daten anhand der gefunden Ebenen analysiert. Ausgeschlossen wurden dabei Wechselwirkungen, bei denen die Ebenen einen Winkel von weniger als 45 Grad einschlossen, weniger als 80 Teilchen in den Ring übergeströmt waren, die Abweichungen von den jeweiligen Ebenen zu groß waren und Wechselwirkungen, in denen die Ringebene zu weit vom Zentrum der Zentralgalaxie entfernt war. Eine Fehlerquelle, die im Voraus nicht auszuschließen war, waren sichere *merger* in einem Stadium, in dem sie bereits akkretiert waren. Die abschließende Auswertung geschah deshalb mit dem Auge, da dies eine ausgezeichnete Mustererkennung erlaubt. In einem späten Stadium der Analyse ist dies erlaubt, da *Polar Ring/Disk* Galaxien selbst in den photometrischen Daten mit dem Auge identifiziert wurden. Somit blieb als Fehlerquelle lediglich die subjektiven Wahrnehmung.

3.2 Parameterstudie

Nach einigen Vortests wurden 40000 Wechselwirkungen gerechnet. Dabei ergaben sich nach der automatischen Sortierung die oben erwähnten Ausschlusskategorien. Eine erste Zusammenstellung der Ergebnisse soll in Tabelle 3.2 präsentiert werden. In einem nachfolgenden Schritt wurden die übriggebliebenen Galaxien visuell inspiziert. Dabei konnten unphysikalische Wechselwirkungen und eventuelle "Scheinringe" herausgefiltert werden, so dass schließlich nur noch 360 Galaxien mit polarer Komponente resultierten. Das Wichtigste war jedoch die Unterscheidung der Restgalaxien in Kategorien, was ebenfalls nur durch Sichtung der Wechselwirkungen möglich war. Dabei waren die erarbeiteten Dateien mit den Ebenen der Komponenten von entscheidender Wichtigkeit. Beispiele für einen Ring und eine Scheibe sind in Graphik 3.4 und 3.5 ersichtlich. Die Bewertung stellte sich jedoch als äußerst schwierig dar, da einige Galaxien in einem

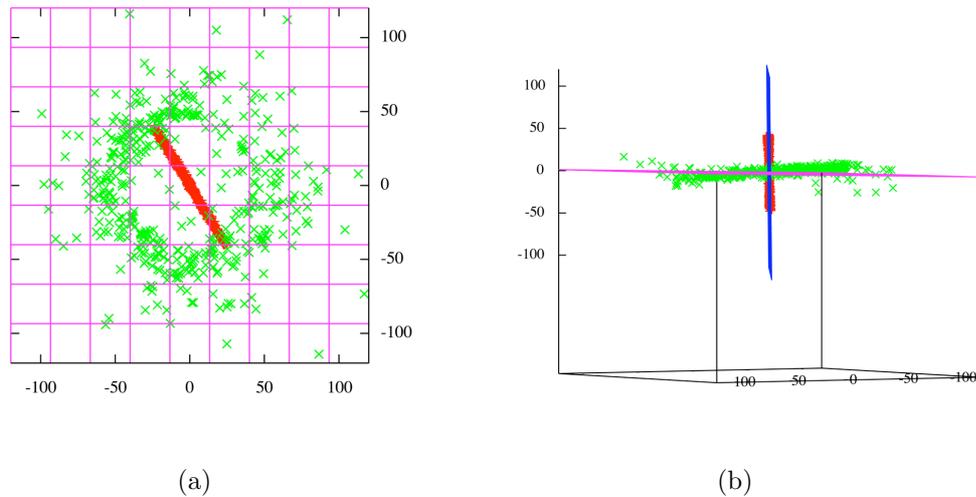


Abbildung 3.4: Darstellung eines polaren Rings als (a) *face-on* und (b) *edge-on*. In Rot ist die ursprüngliche Galaxie, sprich die Zentralgalaxie dargestellt. In Grün sind übergeströmte Ring-Teilchen abgebildet. Die eingezeichneten Ebenen entsprechen den Ebenen, die durch die Methode des Kleinsten Fehlerquadrats berechnet wurden. In der *face-on* Betrachtung ist hierbei ein eindeutiges ‐Loch‐ in der polaren Komponente zu erkennen.

zweiten *merger* bereits ihre Form verloren hatten oder schon vorher nicht eindeutig zuordenbar waren. So wurde unterschieden in echte *Polar Ring* Galaxien, echte *Polar Disk* Galaxien, sowie scheinbare *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien. Im Folgenden wird die Anzahl der pro Kategorie in dieser Untersuchung gefundenen Galaxien aufgeführt.

- *Polar Disk* Galaxien: 59
- *Polar Ring* Galaxien: 90
- scheinbare *Polar Disk* Galaxien: 107
- scheinbare *Polar Ring* Galaxien: 104

Des Weiteren wurde festgehalten wie eindeutig die Galaxie einen Ring oder eine Scheibe barg und von welcher Qualität diese Komponente war. In der späteren Analyse wurden nur die besonderes ‐guten‐ Exemplare herangezogen, um Aussagen bezüglich der polaren Struktur zu treffen. Zudem wurde notiert, ob und wieviel die Galaxie schon wechselgewirkt hat und welche der beiden Galaxien später die Zentralgalaxie darstellt. Auf Grund der Fülle an Parametern wurden diese in eine SQL-Datenbank eingefügt, um die Daten leichter handhaben zu können. Somit war es jederzeit möglich, mittels SQL-Interface weitere Fragestellungen zu bearbeiten.

Tabelle 3.2: Diese Tabelle schlüsselt die 40000 durchgeführten Rechnungen in die verschiedenen Szenarien auf.

	Anzahl
verschmelzende Galaxien	16341
wechselwirkende Galaxien	23659
Galaxien mit polarer Struktur	493

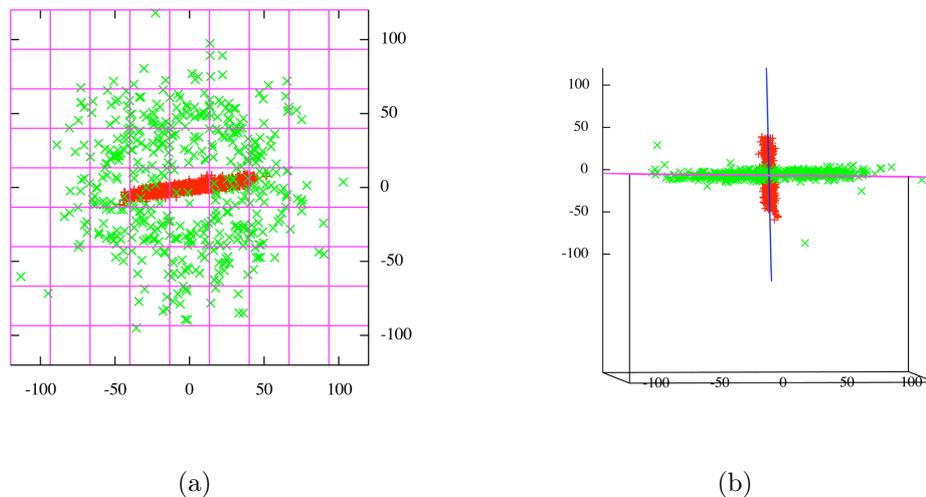


Abbildung 3.5: Darstellung einer polaren Scheibe als (a) *face-on* und (b) *edge-on*. Rot stellt die ursprüngliche Galaxie, sprich die Zentralgalaxie dar. In Grün sind die übergeströmten Scheiben-Teilchen. Die eingezeichneten Ebenen entsprechen den Ebenen aus der Methode des kleinsten Fehlerquadrat, die zur Ringanalyse verwendet wurden. In der *face-on* Ansicht zeigt sich die polare Komponente als durchgängige Scheibe.

3.3 Ergebnisse und Interpretation

Hier sollen die erarbeiteten Ergebnisse präsentiert und in einen Kontext gesetzt werden, indem die anfänglichen Ziele der Diplomarbeit, d.h. Häufigkeit und Struktur von *Polar Ring/Disk* Galaxien, geklärt werden.

3.3.1 Statistik

Zunächst soll an dieser Stelle noch einmal die Häufigkeit der *Polar Ring/Disk* Galaxien angesprochen werden. Whitmore et al. (1990) machten eine Abschätzung anhand des UGC (*Uppsala General Catalogue*) und NGC (*New General Catalogue*) und kamen auf eine Häufigkeit von 4.5% aller S0-Galaxien, mit einer polare Struktur. Jedoch spricht diese Abschätzung von einem Fehler vom Faktor 3.

Da dieser Wert entscheidend für das Verständnis von *Polar Ring/Disk* Galaxien ist, soll hier im Detail angeführt werden, wie diese Wahrscheinlichkeit berechnet wurde. So wurde im UGC und NGC gezählt, wieviele S0-Galaxien und wieviele der bekannten *Polar Ring/Disk* Galaxien darin enthalten sind. Dabei fanden sich im NGC unter 400 S0-Galaxien zwei *Polar Ring/Disk* Galaxien der Kategorie A und B (siehe Anhang A). Dies implizierte eine Wahrscheinlichkeit von $2/400 = 0.5\%$, dass S0-Galaxien einen polaren Ring oder eine Scheibe besitzen. Für den damaligen UGC wurde dasselbe gemacht und ein Wert von 0.46% gefunden. Im Weiteren wurden einige Fotoplatten-Archive gesichtet, die die oben genannten Wahrscheinlichkeiten bestätigen konnten. In die Statistik musste man jedoch noch zwei weitere Faktoren einbeziehen. Diese zwei Faktoren waren die Sichtbarkeit und die Lebensdauer. Im Eingangskapitel wurde bereits beschrieben, unter welchen möglichen Winkeln ein polarer Ring erkennbar ist. Dabei wurde abgeschätzt, dass es für jede gefundene *Polar Ring/Disk* Galaxie zwei nicht-optimal sichtbare Galaxien geben muss (Abb. 3.6). Diese geometrischen Eigenschaften

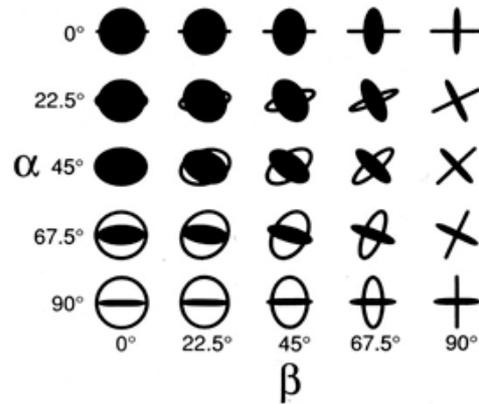


Abbildung 3.6: Schematische, geometrische Studie der möglichen Sichtwinkel, unter denen *Polar Ring/Disk* Galaxien erscheinen können. α und β sind dabei die Sichtwinkel, um die der polare Ring gedreht erscheint. Bild: Whitmore et al. (1990)

erschweren die Identifikation von *Polar Ring/Disk* Galaxien, was eine sinnvolle Statistik fehleranfällig macht (Whitmore et al., 1990), weil der Ring zu schwach wird für eine Beobachtung oder von der Zentralgalaxie überstrahlt wird.

Dies resultierte in einem Korrekturfaktor von 3. Ein weiterer Faktor 3 kam durch die Betrachtung der Lebensdauer eines polaren Rings zustande, da abgeschätzt wurde, dass solch eine Struktur durchschnittlich 2 Gyr existiert.

Wurde nun den Mittelwert der Fotoplatten und Katalog Durchmusterungen betrachtet, ergab sich eine Häufigkeit von 0.5%. Werden noch die zwei weiteren Faktoren hinzumultipliziert, $0.5\% \times 3 \times 3$, ergeben sich die anfangs erwähnte Häufigkeit von 4.5%.

Ein Teil der vorliegenden Arbeit hat sich mit der Statistik selbst beschäftigt. So wurde, wie im Eingangskapitel beschrieben, versucht, möglichst realistische Anfangsbedingungen zu finden. In den 40000 Rechnungen wurden jedoch nur 360 *Polar Ring/Disk* Galaxien gefunden.

Eine wichtige Korrektur ist, dass wohl die meisten verschmelzenden Galaxien zu elliptischen Galaxien oder S0-Galaxien werden (vgl. Naab et al., 2009 und Bournaud et al., 2005). Daher konnte im einfachsten Fall abgeschätzt werden, dass die Zahl der verschmelzenden Galaxien der Zahl der elliptischen Galaxien entspricht. Somit ergeben sich 360 *Polar Ring/Disk* Galaxien aus 23659 Wechselwirkungen (siehe Tabelle 3.2). Dies entspricht einem Prozentsatz von 1.5%. Dieser Wert ist jedoch mit einem großen Fehler behaftet, entspricht aber größenordnungsmäßig dem Wert von Whitmore et al. (1990). Trotz des großen Fehlerpotentials bei der Herleitung zeigt dieser Wert, dass es mit Hilfe des Akkretionsszenarios möglich ist, die Anzahl der polaren Ringe und Scheiben widerzugeben.

3.3.2 Struktur von *Polar Ring/Disk* Galaxien

Der folgende Abschnitt ist der Struktur der polaren Komponente gewidmet. Wie aus Graphik 3.7 ersichtlich, scheinen polare Strukturen nicht vom Massenverhältnis oder dem damit korrelierten Haloradius abhängig zu sein. Interessant waren dagegen die Scheibenradien. Diese zeigten, dass erst bei Radien größer als 30 Längeneinheiten polare Komponenten entstehen. Die Ursache dafür liegt darin, dass das Potential zu tief ist, als dass sich Teilchen daraus hätten lösen können. So musste mindestens eine der beiden Galaxien eine größere Scheibe besitzen, um als Spender zu fungieren. Da diese

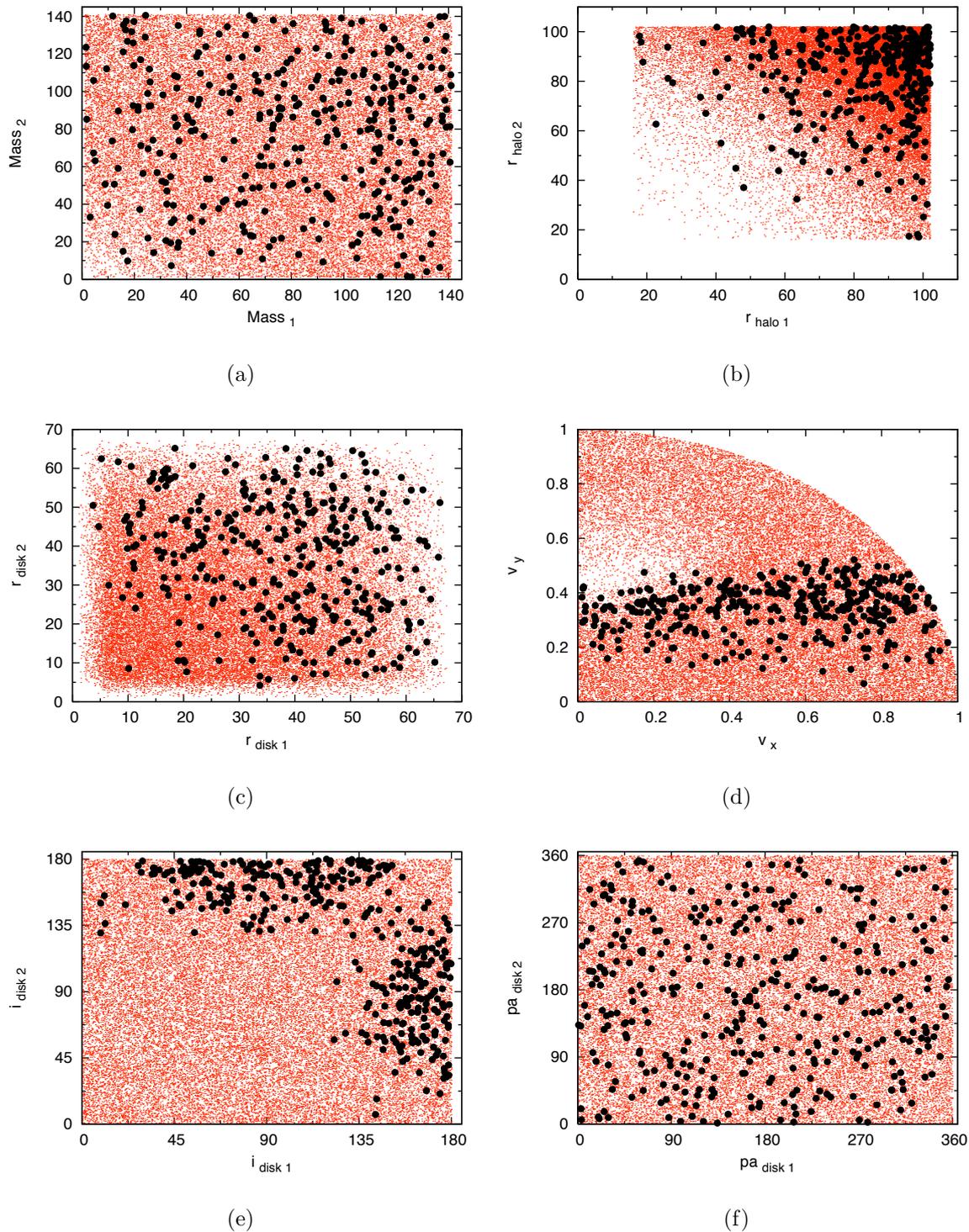


Abbildung 3.7: Grundlegende Verhältnisse für das Verständnis der *Polar Ring/Disk* Galaxien. In Rot sind dabei die Zufallswerte und in Schwarz die gefundenen *Polar Ring/Disk* Galaxien eingezeichnet. (a) die Massenverhältnisse der Galaxien zueinander. (b) die Haloradien (c) die Scheibenradien der Galaxien zueinander. Bemerkenswert ist dabei der leere Parameterraum im Radius von 30 (d) die Geschwindigkeitskomponenten aufgeschlüsselt anhand der vorangegangenen Testgeometrie (e) die Inklinationen der Galaxienscheiben zueinander (f) die Positionswinkel der Scheiben

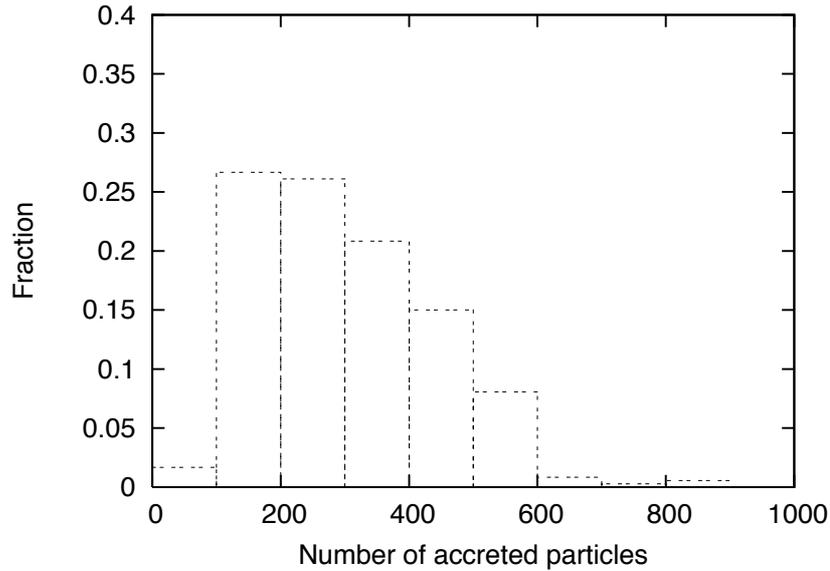


Abbildung 3.8: Anzahl der Teilchen, die bei der Akkretion in den Ring oder die Scheibe übergegangen sind. Der Bereich von unter 100 Teilchen ist dabei unterrepräsentiert, da diese Wechselwirkungen in den meisten Fällen herausgefiltert wurden, weil bei zu geringen Teilchenzahlen keine eindeutige Identifizierung möglich ist.

Radien größer als 30 Längeneinheiten waren, muss zudem davon ausgegangen werden, dass eine Ablösung von der Gasscheibe erfolgt, die sich weiter in den Raum ausdehnt als die stellare Scheibe (siehe “Einleitung“).

Schwer zu interpretieren stellten sich in dieser Parameterstudie die Geschwindigkeiten dar. In Graphik 3.7 sind die Geschwindigkeiten aufgrund der Testgeometrie (Abb. 3.2) in x- und y-Komponente aufgespalten. Dabei zeigte sich ein linearer Trend in der Verteilung. Dieser Effekt kommt jedoch durch die Anfangsgeometrie zustande und verschwindet bei geänderter Anfangsgeometrie. Durch Drehung der Achsengeometrie wird der gesamt Parameterraum der Grafik 3.7 wieder vollständig ausgefüllt.

Betrachtet man die Inklination der Scheiben der wechselwirkenden Galaxien, wird wie erwartet klar, dass die Galaxien bereits vor der Wechselwirkung Scheiben besitzen, die nahezu polar aufeinander stehen. In diesem Diagramm fehlen jedoch die Häufungen, in denen es auf Grund der Symmetrie zu polaren Strukturen kommt. Diese können zwar durch Drehung und Spiegelung erzeugt werden, sind aber in diesem Kontext nicht wichtig. Entscheidend ist, dass die Inklinationen der Scheiben einen Unterschied von $90 \pm 45^\circ$ aufweisen müssen, wenn man flachere *Polar Ring/Disk* Galaxien zulassen will. Der Positionswinkel schien hingegen unkorreliert zu sein. Dahinter versteckt sich jedoch ein Muster, da die Erzeugung der polaren Struktur immer dann möglich ist, wenn die Scheiben $90 \pm 45^\circ$ zueinander stehen. Aufgrund der kleinen Anzahl gefundener Galaxien, ist dieses Muster allerdings nicht klar ersichtlich.

Wendet man sich dem Problem der überströmenden Masse zu kann die Anzahl der überströmenden Teilchen betrachten (Abbildung 3.8). Da in dieser Arbeit eine Galaxie unabhängig von der Masse 3000 Teilchen beinhaltete, konnte abgeschätzt werden, dass die Spendergalaxie zwischen 3% und 20% ihrer Teilchen an die akkretierende Galaxie abgegeben hat. Durch die unterschiedlichen möglichen Massenverhältnisse ließ sich jedoch kein prozentueller Anteil der Masse gegenüber der Zentralgalaxie errechnen.

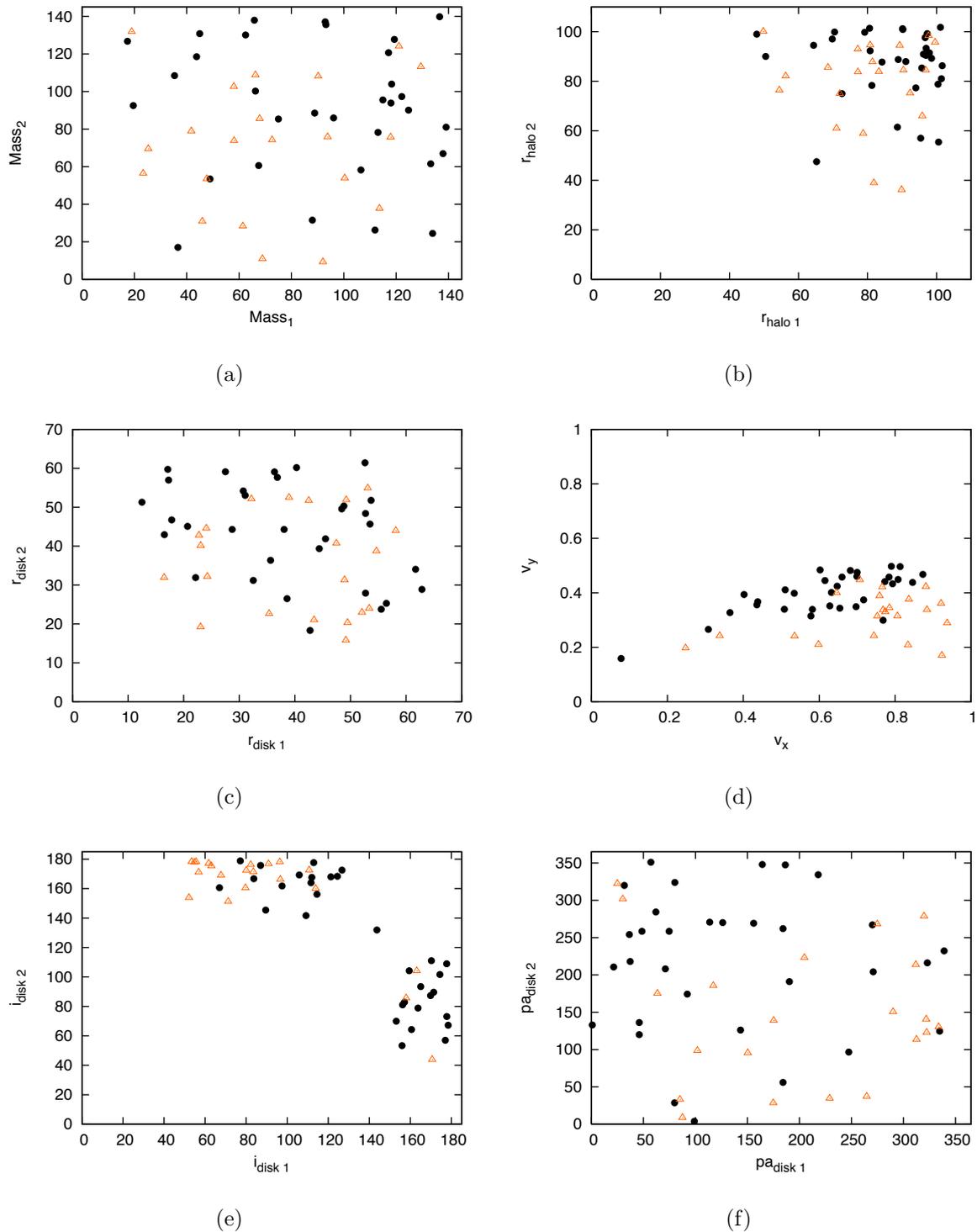


Abbildung 3.9: Grundlegende Verhältnisse für das Verständnis von *Polar Ring* Galaxien. In Orange (Dreiecke) sind dabei die *Polar Disk* Galaxien und in Schwarz (Punkte) die gefundenen *Polar Ring* Galaxien gekennzeichnet. (a) die Massenverhältnisse der Galaxien zueinander. (b) die Haloradien zueinander (c) die Scheibenradien der Galaxien zueinander, (d) die Geschwindigkeitskomponenten aufgeschlüsselt anhand der vorangegangenen Testgeometrie. (e) die Inklination der Scheiben der Galaxien zueinander (f) die Positionswinkel der Scheiben zueinander.

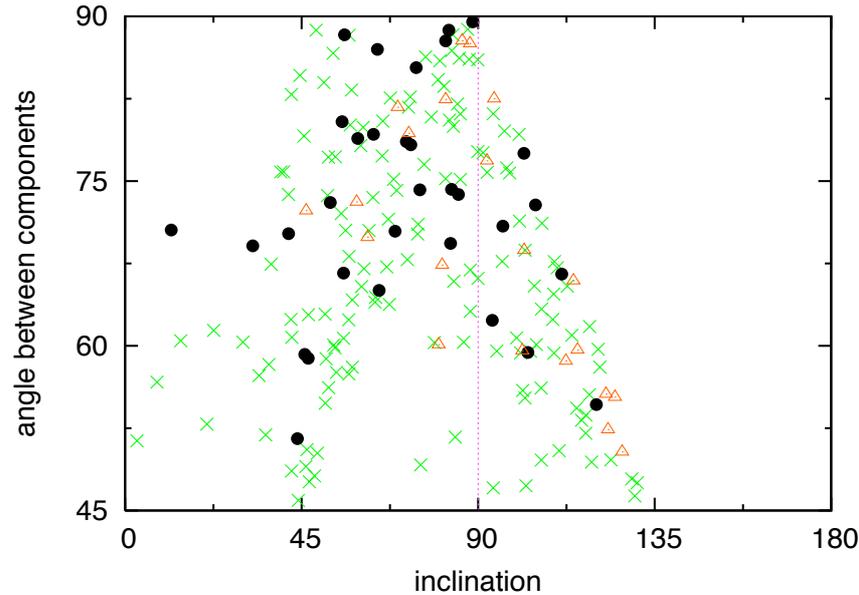


Abbildung 3.10: Diese Graphik zeigt die *Polar Disk* Galaxien (orange Dreiecke), die *Polar Ring* Galaxien (schwarze Punkte) und alle polaren Strukturen (grüne Kreuze). Deutlich zeigt sich hier wieder der lineare Trend von Inklination zum eingeschlossenen Winkel der Scheiben. Die Linie in der Mitte unterteilt den Raum in prograde (links) und retrograde Begegnungen (rechts). Hin zu 90° wird der Unterschied sehr klein.

Wurden die akkretierende Galaxie betrachtet und in absoluten Zahlen gerechnet, dann zeigte sich, dass zwischen $2 \times 10^{10} M_\odot$ und $2 \times 10^{11} M_\odot$ überströmen. Dabei hing der Wert nicht mit der Masse der Zentralgalaxie zusammen und war wahrscheinlich auf Grund der Verwendung von Testteilchen stark fehlerbehaftet. Dieser Befund stimmt jedoch sehr gut damit überein, dass *Polar Ring/Disk* Galaxien weniger bis gleich viel Masse wie deren Zentralgalaxie beinhalten können (vgl. Kapitel “Einleitung“).

3.3.3 Dichotomie bei *Polar Ring/Disk* Galaxien

In diesem Abschnitt soll bezüglich der Ringe und Scheiben unterschieden werden. Hierfür wurden sicher bestimmten Ringe und Scheiben verwendet, deren wichtigste Parameter in Graphik 3.9 gezeichnet sind. Wurden nur die “guten“ Exemplare ausgewählt, blieben nur mehr 32 *Polar Ring* Galaxien und 21 *Polar Disk* Galaxien.

Selbst bei der Differenzierung in *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien zeigten die Masse und der Haloradius keinen Zusammenhang. Dasselbe zusammenhangslose Bild fand sich bei den Scheibenradien zueinander. Bei den Geschwindigkeiten hingegen zeigte sich in dem bereits im vorherigen Kapitel besprochene Trend. Die Trennung war rein zufällig, da dieser Trend durch die einfache Geometrie entstand. Würde das System gedreht werden, würde dabei der ganze Parameterraum der Geschwindigkeit ausgefüllt werden. Ebenso wie bei der allgemeinen Betrachtung verhielt es sich mit dem Positionswinkel. Auf Grund der geringen Anzahl an Galaxien, erscheint dieser Graph noch unkorrelierter.

Auf den bereits erwähnten Zusammenhang zwischen Inklinationswinkel und resultierenden, eingeschlossenen Winkel zwischen der polaren und der zentralen Struktur, soll

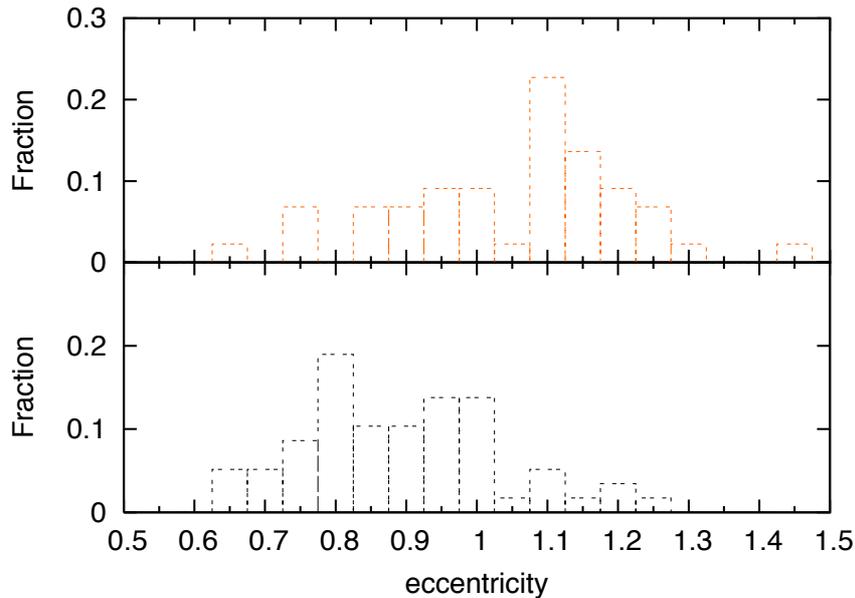


Abbildung 3.11: Exzentrizität des Orbits. Oben sind die Exzentrizitäten polarer Scheiben und unten die Exzentrizität polarer Ringe zu sehen. Die Form des Orbits scheint eine adäquate Beschreibung und Unterteilung in polare Ringe und Scheiben zu bieten. So entstehen Ringe eher auf elliptischen Orbits und Scheiben auf hyperbolischen Orbits.

hier detaillierter eingegangen werden. Hier zeigte sich der vorhergesagte und erwartete Zusammenhang. Das heißt, der ursprüngliche Winkel der Galaxienscheiben vor der Begegnung resultiert direkt im Winkel der Strukturen von *Polar Ring/Disk* Galaxien zueinander. In Graphik 3.10 ist dabei eine Linie eingetragen die retrograde von prograden Begegnungen trennt. Dabei ist zu erkennen, dass die prograden Begegnungen eher zu turbulenteren Wechselwirkungen führen als retrograde Begegnungen. Dieser Unterschied zwischen prograder und retrograder Wechselwirkung ist hinlänglich bekannt seit der Arbeit von Toomre & Toomre (1972). In der Graphik sind auch die “guten“ *Polar Disk* Galaxien und *Polar Ring* Galaxien eingezeichnet, die sich relativ gleichmäßig über die Winkelbereiche verstreuen. Dahingehend war somit kein Unterschied zu erkennen. Von Interesse war darüberhinaus noch die Exzentrizität der Bahnen der Galaxien. Diese zeigte zu keinen weiteren Parametern der Simulation außergewöhnliche Korrelationen. Jedoch bestätigte sie die Annahme, dass sich die meisten polaren Ringe um den parabolischen Orbit ansammeln. Wie erwartet erlebten jene Wechselwirkungen mit einer kleinen Exzentrizität, sprich mit einer starken Ellipsenbahn, eine zweite Wechselwirkung, die die polare Struktur zerstört. Bei einer genaueren Betrachtung der Exzentrizität des Orbits zeigte sich, dass *Polar Disk* Galaxien eher bei höheren Exzentrizitäten (Hyperbel) und *Polar Ring* Galaxien eher bei niedrigeren Exzentrizitäten (Ellipse) bilden (Abbildung 3.11). In der Grafik ist im oberen Teil die Exzentrizität der *Polar Disk* Galaxien und im unteren die der *Polar Ring* Galaxien dargestellt.

Der Orbit der Begegnung stellt somit einen Ansatz für die Erklärung der Dichotomie von *Polar Ring/Disk* Galaxien dar.

3.4 Zusammenfassung

In diesem Kapitel wurde über die Simulation berichtet, die unter Zuhilfenahme der im Kapitel “Kosmologisch konsistente Anfangsbedingungen“ erarbeiteten Verteilungsfunktionen gerechnet wurden. Einerseits konnte eine Statistik erarbeitet werden die aus der numerischen Rechnung entstand und gleichzeitig mit den Beobachtungen übereinstimmte. Des Weiteren konnte die Struktur von *Polar Ring/Disk* Galaxien untersucht werden, sowie die Abhängigkeiten von den Parametern. So konnte festgestellt werden, dass es einen linearen Zusammenhang zwischen anfänglicher Scheibeninklination und späterem Winkel der Komponenten der *Polar Ring/Disk* Galaxie gibt. Ein weiteres Ziel war es die Dichotomie zwischen *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien zu klären. Hierbei zeigte sich eine Abhängigkeit vom Orbit, die im nächsten Kapitel mit einer selbstkonsistenten Methode nachgestellt werden sollte. Die in der Parameterstudie verwendeten Scheibenradien ließen außerdem vermuten, dass der Ring oder die Scheibe durch den Überstrom der äußeren Gasscheibe der Spendergalaxie zustande kommt. Auch dieser Aspekt soll in der selbstkonsistenten Betrachtung angesprochen werden.

3.5 Anmerkungen

Zu Beginn der Studie wurde getestet, welches Entscheidungskriterium bei der Suche nach polaren Ringen am zuverlässigsten ist. Einer der ersten Versuche beschäftigte sich mit den Drehimpulsvektoren der beiden Galaxien, beziehungsweise mit den Drehimpulsvektoren der einzelnen Teilchen. Diese Methode erwies sich nicht als ideal, hat aber prinzipiell Potential. Voraussetzung dafür ist jedoch ein gute Fehleranalyse und Filterung der Daten, die in dieser Arbeit nicht erreicht werden konnte. Die Mittelwerte die in dieser Arbeit verwendet wurden, um den Gesamtdrehimpuls zu bestimmen, können sehr weit auseinandergehen und erschweren die Berechnung der Winkel der Komponenten zueinander. Somit war eine einfache Bestimmung des Kippwinkels der Komponenten nicht möglich.

Kapitel 4

Selbstkonsistente Simulationen

Ein weiteres großes Kapitel dieser Arbeit umfasste auch eine genaue Simulation der Wechselwirkung unter Zuhilfenahme des Programmpakets NEMO (Teuben, 1995), einer stellar dynamischen Programmsammlung. NEMO diente dabei als Plattform für verschiedenste Analyse- und Simulationswerkzeuge. Dieses Kapitel dient dazu die Ergebnisse aus dem vorherigen Kapitel zu überprüfen und zu verfeinern. Des Weiteren wurde ein Versuch gemacht, *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien besser zu charakterisieren und deren Eigenschaften zu analysieren. Im Vordergrund stand jedoch der Test der Ergebnisse und Vorhersagen der Parameterstudie. In dieser Arbeit wurden die Programme *GyrfalcON*-(Dehnen, 2000) und KD95-(Kuijken & Dubinski, 1995) verwendet. Die Visualisierung wurde dabei mit dem ebenfalls in NEMO- Paket enthaltenen Programm *gnemo* erstellt.

4.1 Galaxien am Computer II

In diesem Abschnitt wird auf *GyrfalcON* und das Aufsetzen der Anfangsbedingungen eingegangen. Diese Methoden werden im Weiteren benötigt, um selbstkonsistente Modelle für *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien zu erzeugen.

Zu beachten ist, dass im Gegensatz zu den Modellierungen in MINGA die Rechnungen mit *GyrfalcON* wesentlich länger dauerten. Im Vergleich zu der vorherigen Parameterstudie konnten somit in diesem Kapitel nicht viele Modelle gerechnet werden, diese dafür umso genauer. Deshalb ist dieser Abschnitt der genaueren Untersuchung von *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien gewidmet und soll die erarbeiteten Ergebnisse unterstützen und erweitern.

4.1.1 *GyrfalcON*

GyrfalcON ist ein sehr schneller und impulserhaltender *tree code* kombiniert mit einer *fast multipole* Methode, geschrieben von Walter Dehnen (Dehnen, 2000). Vorgestellt wurde dieser Code für das Programmpaket NEMO unter dem Namen *YancNemo*. *Tree codes* sind in der heutigen Astronomie unerlässlich und dienen dazu die Kräfte bei der Simulation von stoßfreien gravitativen Systemen zu untersuchen, siehe Anhang C. Bei einem *tree code* wird direkt über die Teilchen aufsummiert, was rechentechnisch ein Nachteil gegenüber anderen Verfahren ist. Jedoch wird dies ausgeglichen durch eine

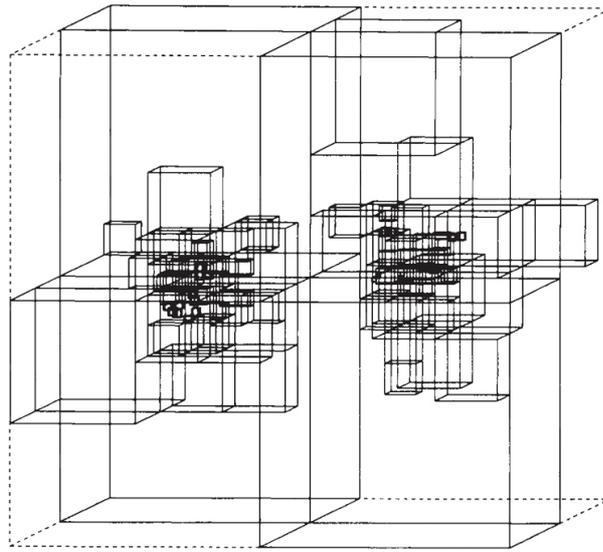


Abbildung 4.1: Einfaches *tree code* Schema. Anhand dieses fortlaufend verbesserten Schemas, lassen sich die Teilchen in Zellen und Subzellen zusammenfassen. Diese Minimierung der Teilchenanzahl erlaubt es die Rechenzeit zu minimieren, abhängig von der Komplexität des Baumes. Bild: Barnes & Hut (1986)

Zusammenfassung von mehreren Teilchen (einer definierten, entfernten Zelle) zu einem “Überteilchen“ (Barnes & Hut, 1986). Diese Überteilchen repräsentiert alle Massen dieser Zelle und somit wird global die Teilchenzahl geringer, wenn man dies für viele entfernte Zellen macht. Damit reduziert sich der Rechenaufwand von der Ordnung (N^2) auf etwa ($N \log N$). Eine mögliche Art die Zellen zu definieren ist in Bild 4.1 gezeigt. Die wichtigsten Schritte bei einem *tree code* lassen sich nach Barnes & Hut (1986) beschreiben:

1. Ein virtuelle, kubische Unterteilung von Leerräumen in Zellen und Unterzellen, wobei die Tochterzellen exakt die halbe Länge, Breite und Höhe der Elternzelle besitzen.
2. Konstruktion einer aktuellen Verzweigungsstruktur von der virtuellen Unterteilung durch:
 - Ablegen von leeren Zellen.
 - Aufnehmen von Unterzellen mit nur einem “Bewohner“.
 - Rekursives Unterteilen von mehrfach besetzten Zellen in weitere Zellen.
3. Durchführung dieser Struktur-Rekonstruktion bis alle Zellen für alle Zeitschritte zugeordnet sind.

Das Programm von Dehnen (2000) gründet auf den Eigenschaften des *tree codes*. Der Vorteil dieser Näherung mittels *tree code* ist, dass nahe Teilchen eine ähnliche Beschleunigung bezüglich der weiter entfernten Teilchengruppen erfahren. Des Weiteren werden die langreichweitigen Kräfte durch eine Multipol-Entwicklung (*fast multipole* Methode) berechnet. Dies kann in speziellen Fällen eine Verringerung der Rechenzeit von $O(N \log N)$ auf $O(N)$ mit sich bringen. Das Gravitationspotential, das gebildet wird

aus N Körpern einer Masse an einer Position, kann dabei beschrieben werden durch die Formel

$$\Phi(\vec{X}) = - \sum_{n=1}^N \mu_n g(|\vec{X} - \vec{X}_n|). \quad (4.1)$$

Φ	Potential
\vec{X}	Positionsvektor
μ_n	Einzelmassen
g	Greens Funktion

Die Greens Funktion wird dabei durch eine Taylor-Entwicklung im kartesischen Koordinatensystem ermittelt. Der Vorteil dieses Codes ist, dass Newtons drittes Gesetz erfüllt wird und aus diesem Grund auch die linearen Impulse erhalten bleiben.

4.1.2 KD95

Die Galaxien dieser Simulation wurden in NEMO mit dem Programm KD95 (Kuijken & Dubinski, 1995) erstellt. Dabei wird ein semi-analytisches Modell (für eine achsensymmetrische Scheibengalaxie) für die Verteilungsfunktion im Phasenraum aufgestellt. Darin enthalten sind drei Komponenten: *disk*, *bulge* und Halo. Im ersten Schritt wurde für jede Komponente eine Verteilungsfunktion benutzt. Die *bulge*-Komponente wurde durch *King*-Modell beschrieben, während der Halo durch eine *lowered Evans*-Verteilung dargestellt wurde, die eine abgeflachte Verallgemeinerung des *King*-Modells ist. Beide Modelle sind sich daher ähnlich und basieren auf den klassischen Integralen der Bewegung (E , L_z). Im Weiteren wurden diese beiden Verteilungen miteinander kombiniert. Für die Scheibe wurde ein flaches modifiziertes Scheibenmodell (nach Shu) benutzt, bei der das radiale Dichteprofil und die Geschwindigkeitsdispersion frei wählbar sind. Die Verteilungsfunktion der Scheibe beruht auf den zwei analytischen Integralen der Bewegung (E , L_z) und einer Näherung für die vertikale Bewegung (E_z). Unter Benutzung dieser Annahmen und der Poissongleichung konnte ein gemeinsames Potential gefunden werden. Die Poissongleichung selbst wurde dann mit Hilfe einer sphärisch harmonischen Entwicklung und einiger Modifikationen gelöst. (Details siehe Kuijken & Dubinski, 1995).

Im nächsten Schritt wurden einige Milchstraßenähnliche Modelle aufgesetzt, um das Gleichgewicht dieser Galaxien zu überprüfen. Dies geschah letztlich durch "Versuch und Irrtum". Dadurch konnten Galaxienmodelle gefunden werden, die sich in einem stabilen Gleichgewicht befinden und sich daher für numerische Rechnungen eignen.

Aus Gründen der Einfachheit und der besten Übereinstimmungen mit den Parametern einer Scheibengalaxie wurden in dieser Arbeit die Standard Milchstraßen Modelle verwendet. Einige wichtige Parameter dieser Modelle werden in Tabelle 4.1 angeführt. Diese Modelle haben den Vorteil, dass sie die Rotationskurve der Milchstraße sehr gut wiedergeben können und von Kuijken & Dubinski (1995) ausgiebig auf Stabilität getestet wurden.

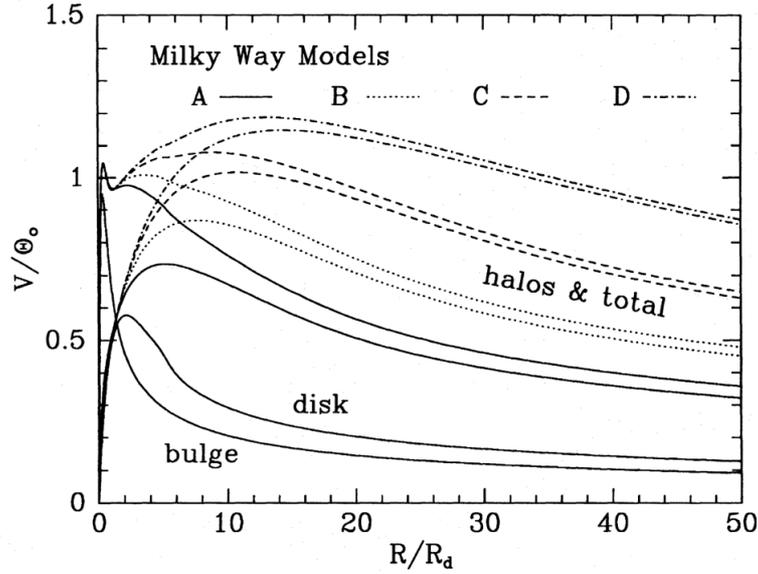


Abbildung 4.2: Rotationskurve für die Milchstraßen Modelle A, B, C und D. Gezeigt ist hier die Verteilung von *disk*, *bulge* und Halo in den äußeren Regionen bis $R = 50R_d$. Bild: Kuijken & Dubinski (1995).

4.2 Das Programm II

Der Programmablauf erfolgte wieder durch die Erarbeitung von *shell*-Skripten und Fortran 95-Programmen.

Als Ausgangspunkt wurden die Modelle, die in der Parameterstudie erarbeitet wurden, verwendet. Dazu mussten die Modelle der Parameterstudie an die Einheiten der selbstkonsistenten Modelle angepasst werden.

Eine besondere Schwierigkeit war dabei die Umskalierung der Halo- und Scheibenradiusparameter aus der eingeschränkten N-Körper Rechnung auf die selbstkonsistente Rechnung. Diese sind zwar in KD95 einzeln skalierbar, jedoch stellt dies ein Problem der Stabilität der Scheiben dar. Die benutzten Standard Milchstraßen Modelle erlaubten in diesem Fall nur eine Umskalierung anhand eines Parameters. In dieser Arbeit wurde daher der Haloradius gewählt. Die Begründung ist hier einfach darin zu sehen, dass sich die Bahnparameter bei der Wahl eines anderen Halos so stark verändern würden, dass die Ergebnisse nicht mehr vergleichbar sind. Um diese Problematik jedoch zu umgehen, wurden mehrere Modelle aus Kuijken & Dubinski (1995) verwendet, die jeweils ein anderes Verhältnis von Halo- zu Scheibenradius besitzen. Damit konnten die

Tabelle 4.1: Modell aus Kuijken & Dubinski (1995), die für die Milchstraße ausgetestet wurden. Dabei bezeichnet M die Masse und R_e/R_d den Radius in Einheiten des Skalenradius R_d . Die Masse ist gegeben in Einheiten von $5.1 \times 10^{10} M_\odot$ und der Radius in Einheiten von $R_d = 4.5$ kpc.

Modell	Scheibe		<i>bulge</i>		Halo	
	M	R_e/R_d	M	R_e/R_d	M	R_e/R_d
Sample	0.94	5.6	0.29	1.7	9.6	44.9
Modell A	0.82	6.0	0.42	1.0	5.2	21.8
Modell B	0.82	6.0	0.43	1.0	9.6	30.1

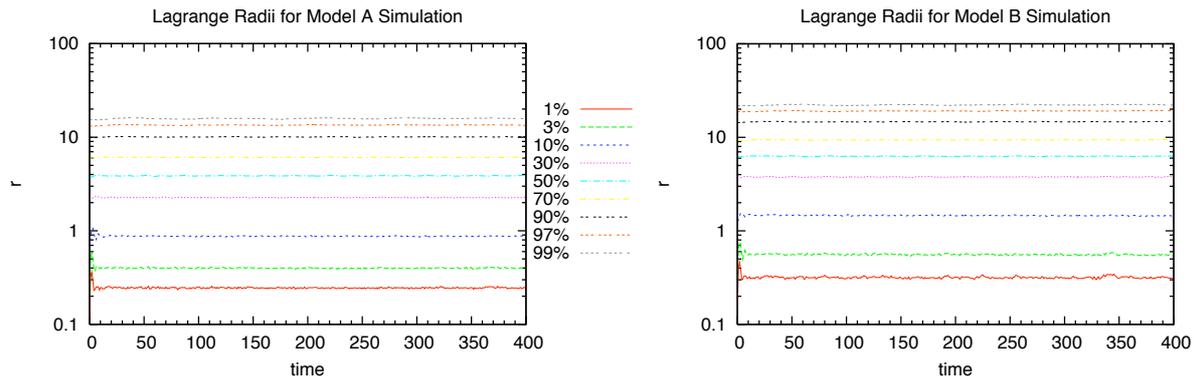


Abbildung 4.3: Lagrange-Radii der modifizierten Milchstraßen Modelle A und B für 400 Zeitschritte. Die Radien liegen bei 1%, 3%, 10%, 30%, 50%, 70%, 90%, 97% und 99% der eingeschlossenen Masse.

selbstkonsistenten Rechnungen sehr gut an die *restricted n-body* Rechnungen angepasst werden.

Die Anzahl der Teilchen wurde im Weiteren soweit erhöht, dass die oben gezeigten Modelle noch immer die selben Profile der Komponenten aufwiesen, Tabelle 4.2. Der Grund für die Erhöhung war die Verminderung der numerischen Relaxation, die auf solch großen Zeitskalen die Rechnungen stark beeinträchtigen kann. Dies ist anhand der Relaxations-Zeitskala zu überprüfen, siehe auch Reshetnikov & Sotnikova (2000).

Daraufhin wurden diese beiden Modelle noch einmal auf Stabilität innerhalb eines Zeitraumes von fast 8 Gyr mit Hilfe der Lagrange-Radien überprüft. Die Lagrange-Radien hierfür sind in Graphik 4.3 ersichtlich und stellen die eingeschlossene Masse als Funktion des Radius und der Zeit dar. Hier zeigte sich, dass die Modelle über den gewünschten Zeitraum stabil waren, da sich die Lagrange-Radien kaum änderten. Somit konnten diese Modelle als Grundlage für die selbstkonsistenten Simulationen verwendet werden.

Abhängig von den Parametern der *restricted n-body* Simulation wurde dann für die Anfangsbedingungen jeweils das Modell A oder B gewählt, um die Galaxienpaare der Parameterstudie zu re-simulieren. Danach folgte die beschriebene Reskalierung anhand des Haloradius und der Masse. Um die Scheiben weiter stabil zu halten, wurden die Geschwindigkeiten nach dem Virialsatz (Anhang C) mitskaliert und anschließend an das Programm *GyrfaLcON* übergeben.

Tabelle 4.2: Die erhöhten Teilchenzahlen der ursprünglichen Modelle von Kuijken & Dubinski (1995). Hierbei wurde die Anzahl nur proportional zu den Modellen erhöht, damit die Form der Komponenten wie im Bild 4.2 erhalten bleibt.

Modell	Scheibe	<i>bulge</i>	Halo	Gesamt
A	32000	16000	24000	72000
B	24000	24000	24000	72000

4.3 Wechselwirkung

In diesem Abschnitt wurden die selbstkonsistenten Simulationen vorgestellt. Es wurden 19 wirkliche *Polar Ring* Galaxien und 15 wirkliche *Polar Disk* Galaxien aus der Parameterstudie übernommen und gerechnet. Die Simulation wurde über 500 Zeitschritte durchgeführt, was etwa 10 Gyr entspricht. Neuerlich wurde die entstandene Struktur mit dem Auge identifiziert bzw. analysiert.

Bei diesen Rechnungen wurde ersichtlich, dass es bei den simulierten *Polar Ring* Galaxien nur im Dunkle Materie Halo zu einem Überstrom kommt. Nur in sehr wenigen Fällen entstand auch kleine Materiearme und nur in einer Simulation ein Überstrom von stellarer Materie.

Bei den *Polar Disk* Galaxien kam es in allen Fällen zu einem Überstrom von Dunkler Materie und zur Ausbildung kleiner Gezeitenarme. Jedoch erfolgte auch in diesen Simulationen kaum ein stellarer Überstrom auf die Zentralgalaxie. Zur Veranschaulichung sollen jeweils fünf *Polar Ring* Galaxien und fünf *Polar Disk* Galaxien vorgestellt werden. Bei den *Polar Ring* Galaxien wird die einzige Konfiguration mit einem stellaren Überstrom (R1) gezeigt und dann vier Modelle in denen die Dunkle Materie überströmte (R2, R3, R4, R5). Bei den *Polar Disk* Galaxien werden zwei Konfigurationen mit einer massiven polaren Scheibe gezeigt (D1, D2) und drei Modelle, bei denen sich stellare Arme ausbildeten (D3, D4, D5). Eine qualitative Betrachtung ist in Tabelle 4.4 zu sehen. Des Weiteren werden in Tabelle 4.3 alle wichtigen Parameter dieser Systeme dargestellt. Diese Modelle sollen als Prototypen für mögliche aufbauende Rechnungen angesehen werden. Im Anhang E sind Abbildungen zu den entstehenden Galaxien (R2, D1, D2) zu finden. Damit soll diese Arbeit als Referenzkatalog für zukünftige Arbeiten dienen und weitere Simulationen ermöglichen.

Tabelle 4.3: Hauptparameter für die Wechselwirkungen. Diese sind in expliziten Einheiten angegeben um zukünftige Rechnungen mit anderen Programmen machen zu können. Die *run* Bezeichnung ist so kodiert, dass R für eine Simulation mit resultierendem Ring steht und D für eine resultierende Scheibe. Am Schluss der Tabelle ist noch angefügt, welches Galaxienmodell nach Kuijken & Dubinski (1995) die jeweilige Galaxie am besten beschreibt. Dieses Modell wurde dann im Weiteren in der selbstkonsistenten Rechnung benutzt.

<i>run</i>	Objekt	Masse [$10^{10}M_{\odot}$]	r_{Halo} [kpc]	r_{Scheibe} [kpc]	Inklination [°]	Positionswinkel [°]	v_X, v_Y [207 km-s]	Modell
R1	Galaxie 1	66.20	80.75	45.05	153.14	270.16	0, 0	A
	Galaxie 2	100.21	92.28	20.68	69.93	267.20	0.654, 0.343	B
R2	Galaxie 1	18.99	49.81	31.91	163.13	101.85	0, 0	A
	Galaxie 2	131.83	100.11	16.48	104.12	98.55	0.937, 0.289	B
R3	Galaxie 1	113.06	95.71	23.80	97.49	48.57	0, 0	A
	Galaxie 2	78.19	85.33	55.54	161.78	258.49	0.846, 0.438	A
R4	Galaxie 1	118.26	96.99	27.93	112.93	184.27	0, 0	A
	Galaxie 2	103.95	93.32	53.70	177.69	262.02	0.632, 0.401	A
R5	Galaxie 1	43.78	69.75	44.28	160.53	339.04	0, 0	A
	Galaxie 2	118.54	97.06	28.71	64.21	232.08	0.628, 0.352	B
D1	Galaxie 1	11.39	39.67	17.48	177.37	164.47	0, 0	A
	Galaxie 2	119.10	97.19	18.13	123.97	77.88	0.796, 0.198	B
D2	Galaxie 1	68.90	81.84	40.14	96.69	333.84	0, 0	A
	Galaxie 2	10.95	38.98	23.05	166.20	130.98	0.923, 0.170	A
D3	Galaxie 1	47.65	71.95	21.03	110.76	264.65	0, 0	A
	Galaxie 2	53.49	75.01	43.45	172.55	37.17	0.535, 0.241	A
D4	Galaxie 1	58.00	77.17	42.79	170.66	175.21	0, 0	A
	Galaxie 2	102.62	92.95	22.74	43.93	138.94	0.785, 0.345	A
D5	Galaxie 1	121.08	97.67	22.96	71.26	87.42	0, 0	B
	Galaxie 2	124.09	98.37	52.07	151.09	8.81	0.707, 0.448	A

Tabelle 4.4: Ergebnisse der Wechselwirkungen mit Notizen.

Run	stellarer Überstrom	Überstrom dunkler Materie	Bemerkungen
R1	nein	ja	kleine Gezeitenarme, uneindeutig im Halo;
R2	ja	ja	polarer Ring mit sehr wenigen Teilchen, polare Struktur im Halo;
R3	nein	ja	keine weitere Störung, uneindeutig im Halo;
R4	nein	ja	kleine Gezeitenarme, uneindeutig im Halo ;
R5	nein	ja	kleine Gezeitenarme, polare Struktur im Halo;
D1	ja	ja	<i>Polar Disk</i> mit <i>warp</i> und Filamentstruktur, polare Struktur im Halo;
D2	ja	ja	<i>Polar Disk</i> mit <i>warp</i> und Filamentstruktur, polare Struktur im Halo;
D3	nein	ja	Gezeitenarme, eindeutige polare Struktur im Halo;
D4	nein	ja	Gezeitenarme, eindeutige polare Struktur im Halo;
D5	nein	ja	Gezeitenarme, diffuse Struktur im Halo;

4.4 Ergebnisse und Interpretation

Es hat sich bei der selbstkonsistenten Rechnung gezeigt, dass *Polar Disk* Galaxien sehr häufig einen Überstrom oder eine bedeutende Störung aufweisen. *Polar Ring* Galaxien schienen hingegen nur im Dunklen Halo präsent zu sein. Die Interpretation hierfür baut auf der Diskussion der *restricted n-body* Simulation auf. In der Parameterstudie konnte gezeigt werden, dass nur Galaxien mit einer sehr ausgedehnten Scheibe Spender für eine polare Struktur sein können. Daher liegt es nahe diese Interpretation weiter zu führen. Die selbstkonsistenten Modelle wurden anhand des Haloradius skaliert und die Originalmodelle von Kuijken & Dubinski (1995) besitzen keine ausgedehnte Gasscheibe. Damit legten die Modelle von vornherein fest, dass kein Gas überströmen kann. Da kein (stellarer) Überstrom bei den selbstkonsistenten Rechnungen beobachtet werden konnte, unterstützt dies die Interpretation, dass es die Gaskomponente der äußeren Scheibe ist, die die polare Struktur aufbaut. Somit bestätigten die selbstkonsistenten Rechnungen die Ergebnisse der Parameterstudie und könnten den hohen Gasanteil in der polaren Struktur als Folge ausgedehnter Gasstrukturen in *Polar Ring/Disk* Galaxien erklären. Die Unterteilung in *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien hat auch gezeigt, dass bei *Polar Disk* Galaxien auch stellares Material überfließen kann. Dies hat zur Folge, dass die neu entstandene Scheibe sowohl Gas als auch Sterne der Spendergalaxie enthalten kann. Bei *Polar Ring* Galaxien hat sich hingegen gezeigt, dass es keine Störung der stellaren Struktur der Spendergalaxie gibt. Somit sollten die polaren Ringe fast ausschließlich aus Gas aufgebaut sein. Um diese Behauptung jedoch weiter zu untermauern müssten gasdynamische Modelle gerechnet werden. Hierfür können die oben genannten prototypischen Galaxien (R1, R2, R3, R4, R5, D1, D2, D3, D4, D5) verwendet werden.

Es bleibt noch die Frage nach der Struktur von *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien. Trotz der geringen Anzahl von gefundenen polaren Strukturen kann anhand der Prototypen einige Schlüsse gezogen werden. Die *Polar Disk* Galaxien (D1) und (D2) zeigen eine eindeutige Scheibe. Diese besitzt einen ausgeprägten *warp*, ähnlich wie man ihn bei beobachteten *Polar Disk* Galaxien findet. Des Weiteren ist die Struktur nicht homogen, sondern eher filamentartig und teilt die Scheibe in zwei Ringe. Diese Art von Substrukturen wird auch bei *Polar Disk* Galaxien beobachtet und könnten die beobachteten Doppelringe und Spiralarmstrukturen polarer Scheiben erklären. Jedoch braucht es zur Bestätigung dieser Interpretation weitere Simulationen und Beobachtungen. Zur Veranschaulichung der Struktur siehe Abb. 4.4, die sehr stark der Struktur von NGC 660 ähnelt.

4.5 Zusammenfassung

Die hier gemachten selbstkonsistenten Simulationen stützen die Ergebnisse der Parameterstudie. Dieser Untersuchung zufolge besteht der Ring aus Material, das von der äußeren Gasscheibe der Spendergalaxie stammt. Des Weiteren konnte die Struktur näher untersucht werden und die typischen, beobachteten Eigenschaften von *Polar Disk* Galaxien gefunden werden. Somit kann das Akkretionsszenario sehr gut die Dichotomie von *Polar Ring/Disk* Galaxien erklären und die Eigenschaften (zumindest von *Polar Disk* Galaxien) sehr gut reproduzieren.



Abbildung 4.4: Ein Vergleich zwischen der simulierten Galaxie und dem der Originalbeobachtung von NGC 660. NGC 660 ist im *Polar Ring/Disk* Galaxienkatalog eine Kategorie C Galaxie, sprich eine mögliche *Polar Ring/Disk* Galaxie. Bild: SDSS

Weiters kann man auf Grund dieser Simulationen die Hypothese aufstellen, dass es in *Polar Disk* Galaxien eine ältere stellare Population geben könnte, die direkt von der Spendergalaxie akkretiert wurden. In den polaren Ringen hingegen sollte man nur Sterne jünger als die der Zentralgalaxie finden. Durch weitere Rechnungen und Beobachtungen könnten dieses Modell überprüft werden.

4.6 Anmerkungen

Die Umskalierung der MINGA-Modelle in selbstkonsistente Modelle stellte sich als schwieriges Problem dar. Jedoch hatte sich gezeigt, dass die Annahmen gerechtfertigt waren. Dennoch sind genauere und höher auflösende Rechnungen sicher von Vorteil, um die Strukturen besser analysieren zu können.

Die Annahme, dass die wechselwirkenden Galaxien Milchstraßenähnliche Modelle sind, ist einer der Schwachpunkte dieser Arbeit. Solange aber keine besseren Modelle zur

Verfügung stehen, reicht diese Annahme aber dennoch, um die grundsätzlichen Parameter für die Bildung einer *Polar Ring/Disk* Galaxie zu erheben.

Besonders haben die selbstkonsistenten Simulationen gezeigt, dass die *restricted n-body* Methode für solch eine Parameterstudie geeignet ist und die Ergebnisse durch beide Methoden gestützt werden können.

Kapitel 5

Vergleich mit anderen Studien

Dieser Abschnitt soll die Ergebnisse dieser Arbeit mit früheren (numerischen) Studien vergleichen. Im ersten Teil werden Studien zum Akkretionsszenario besprochen und Vergleiche zur vorliegenden Arbeit gezogen. Im zweiten Teil werden die numerischen Studien zum *merging* und *cosmic filament infall* Szenario beschrieben und mit dem Akkretionsszenario dieser Arbeit verglichen.

5.1 Vergleich dieser Studie mit anderen Studien

Zuerst stellt sich die Frage, inwieweit sich diese Ergebnisse mit früheren Simulationen des Akkretionsszenarios decken. Zu diesem Zweck sollen hier die wichtigsten Ergebnisse vorheriger Studien dargelegt werden.

- Reshetnikov & Sotnikova (2000): Im Zuge der Untersuchung von NGC 5907 wurden numerische Rechnungen durchgeführt. Einerseits wurden Vorabrechnungen mit Testteilchen in einem angenommenen Potential gemacht, andererseits auch selbstkonsistente Rechnungen. Dabei wurde das Akkretionsszenario mit Spendergalaxien untersucht, die eine um einen Faktor 1000 kleinere Masse besaßen. Es wurde als Begleiter sowohl eine Plummer-Sphäre untersucht, als auch eine exponentielle Scheibe (mit drei unterschiedlichen Scheibenorientierungen bezüglich der Zentralgalaxie). Die anfängliche Entfernung wurde auf 52 kpc mit einem elliptischen Orbit ($e = 0.6$, $a = 32.5$ kpc, $r_{\min} = 15$ kpc) gelegt. Im ersten Schritt wurden die möglichen Orbits mit Testteilchen ohne dynamische Reibung und später selbstkonsistent mit Hilfe von NEMO (Teuben, 1995) gerechnet. Für die letztere der beiden Methoden wurden 50000, beziehungsweise 100000 Teilchen verwendet. Die Entwicklung der Galaxien wurde dann 2-4 Gyr verfolgt und analysiert. Bei diesen Untersuchungen wurde im Wesentlichen herausgefunden, dass die gewählten Massenverhältnisse die Beobachtung sehr gut wiedergeben konnten und dass die stellare Scheibe besser durch eine Wechselwirkung mit einer zweiten Scheibengalaxie zu bewerkstelligen war.
- Bournaud & Combes (2003): Diese Studie wurde durchgeführt, um das Akkretionsszenario und das *merging* Szenario nach Bekki (1997) zu vergleichen. Aus diesem Grund wurden für beide Szenarien ähnliche Bedingungen geschaffen und auf dieselben numerischen Verfahren zurückgegriffen. Zur Anwendung kam ein

N-Körper Programm, das die Gasdynamik, die Sternentstehung sowie den stellaren Massenverlust berücksichtigte. Das Gravitationspotential wurde dabei aus den Teilchenpositionen mittels Schnelle-Fourier Transformation (FFT) auf einem dreidimensionalen kartesischen Gitter berechnet. Das interstellare Medium wurde hingegen durch die *sticky-particle* Methode behandelt. Dieses Verfahren wurde auf Galaxien angewandt, deren *bulge* und *halo* durch eine Plummer-Sphäre und die Scheibe durch eine Toomre-Kuzmin Scheibe dargestellt wurden. Damit wurden beide Szenarien gerechnet, wobei in diesem Abschnitt nur auf das Akkretionsszenario eingegangen werden soll (Weiteres siehe Kapitel “Akkretionsszenario im Vergleich zu anderen Szenarien“). Der Verlauf einer solchen Begegnung ist in Abbildung 5.1 gezeigt. Eindeutig im zeitlichen Verlauf erkennbar ist die Entstehung des polaren Rings. Zuerst erfolgt eine gravitative Störung der Spendergalaxie. Daraufhin bildet sich ein Materiearm, der hauptsächlich aus Gas besteht. Dieser Arm “wickelt“ sich dann auf einer Rosettenbahn um die Zentralgalaxie und bildet dort den polaren Ring.

Durch mehrere Vorabrechnungen bestimmten Bournaud & Combes (2003) die wichtigsten Parameter. Diese waren einerseits der Gasanteil der Galaxien, andererseits die Bahnparameter. Die Bahnparameter beinhalteten die relative Geschwindigkeit vor der Begegnung, den minimalen Radius, sowie den Winkel der beiden Scheiben der Galaxien zueinander. Die weiteren Tests zeigten auch, dass es dabei irrelevant war, ob die Zentralgalaxie durch eine Scheibengalaxie oder eine elliptische Galaxie dargestellt wurde. Wichtig waren hingegen die Eigenschaften des dunklen Halos, welcher Auswirkungen auf den Ringradius hatte. Im Anschluss wurden 27 Simulationen mit unterschiedlichen Anfangsbedingungen durchgeführt. Es zeigte sich dabei vor allem, dass das Akkretionsszenario die beobachteten Ringstrukturen hervorbringen konnte und diese je nach Kippwinkel des Ringes bis zu 10 Gyr überdauern konnten. Darüber hinausgehende Aussagen konnten nicht gemacht werden, da alle variierten Parameter sehr stark voneinander abhingen.

- Reshetnikov & Dettmar (2007): Diese Studie wurde ausschließlich zur Untersuchung von AM 1934-563 durchgeführt und basierte auf photometrischen Daten. Es wurden zur Analyse numerische Simulationen mit einem N-Körper Programm angestellt, das die Gasdynamik und die Sternentstehung berücksichtigte. Die Gasdynamik wurde mit Hilfe der *sticky-particle* Methode nachgestellt, während das Potential mit FFT auf einem dreidimensionalen kartesischen Gitter bestimmt wurde. Es wurden dabei zwei Unterarten des Akkretionsszenarios simuliert. (1) *Minor merger* Szenario, bei dem sich die Begleitgalaxie vollständig auflöst und (2) *Tidal accretion* Szenario, in dem eine Spendergalaxie beim Vorbeigang Gas und Sterne verliert. Im ersten Fall wurde ein Begleiter gewählt, der 10-20% der Masse der Zentralgalaxie besaß. Die Zentralgalaxie selbst hatte eine Masse von $2 \times 10^{11} M_{\odot}$. Die Masse des Begleiters wurde so gewählt, dass sie die Morphologie der Zentralgalaxie nicht störte, jedoch einen ähnlich massereichen Ring wie AM 1934-563 bilden konnte. Dabei stellte sich heraus, dass sich bei diesem Szenario nur ein unvollständiger Ring bilden konnte, der sich relativ schnell auflöst. Im Fall des *tidal accretion* Szenarios wurde die Zentralgalaxie beibehalten und der Begleiter mit einer Masse von $3.6 \times 10^{11} M_{\odot}$ ausgestattet. Außerdem war der Scheibenradius der Spendergalaxie ($r_{\text{disk}} \sim 17$ kpc) leicht größer als jener der Zentralgalaxie ($r_{\text{disk}} \sim 14$ kpc). Bei den Simulationen von Reshetnikov & Dettmar

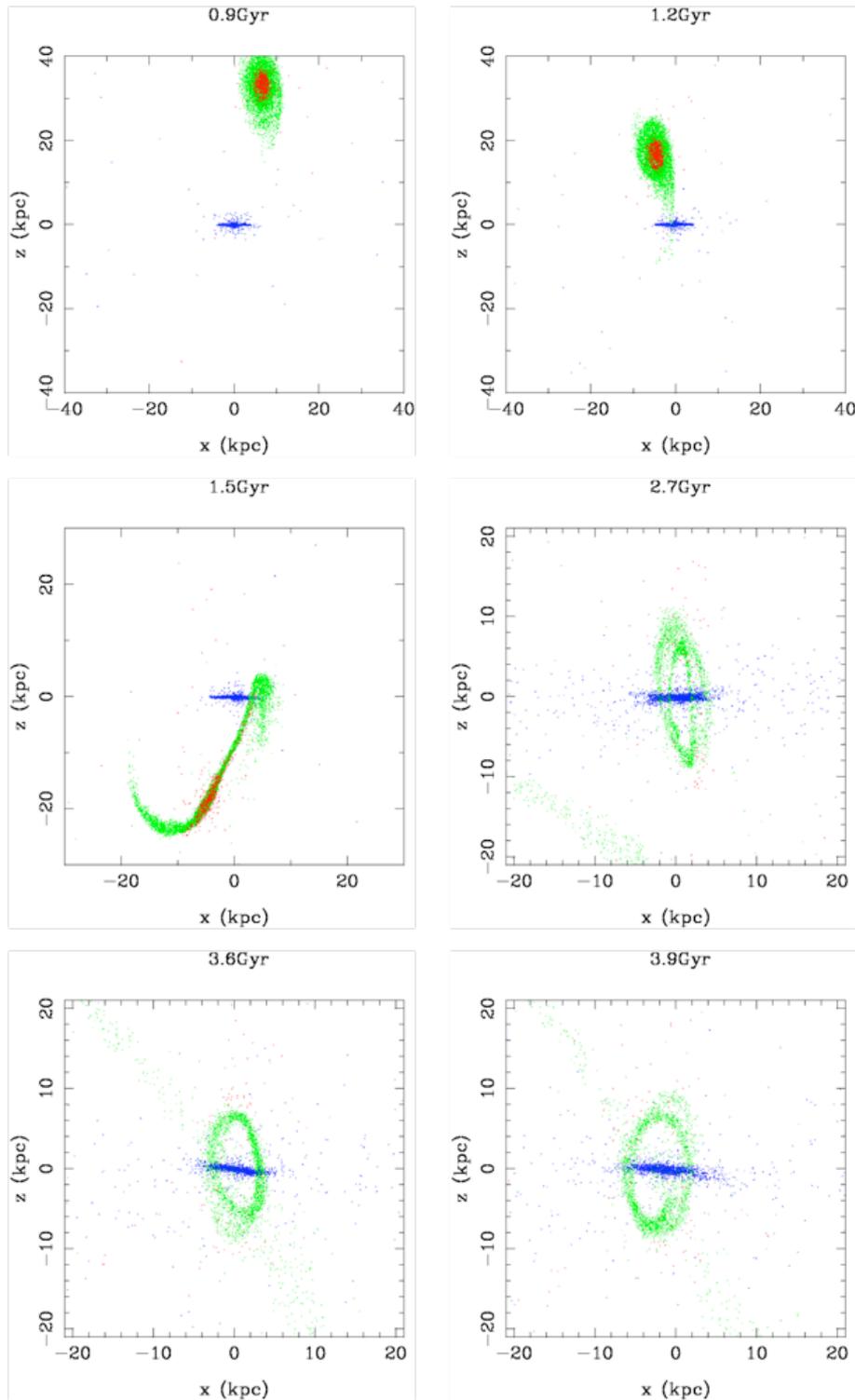


Abbildung 5.1: Simulation des Akkretionsszenarios von Bournaud & Combes (2003). Dabei ist die Entstehung eines polaren Rings in einer zeitlichen Aufschlüsselung zu sehen. Die Sterne der Zentralgalaxie sind in Blau eingezeichnet und die Sterne der Spendergalaxie in Rot. Grün gehalten ist das Gas der Spendergalaxie. Bild: Bournaud & Combes (2003).

(2007) wurde eine Konfiguration gefunden, die die Befunde von AM 1934-6563 wiedergab. Auch in diesem Fall lagen die Scheiben bereits anfänglich fast orthogonal zueinander.

Nachdem nun die wichtigsten Ergebnisse anderer Autoren dargestellt wurden, sollen diese Erkenntnisse mit den Resultaten der vorliegenden Arbeit verglichen werden. So konnte anhand der neu erstellten Statistik gezeigt werden, dass 1.5% der bekannten S0-Galaxien eine polare Struktur aufweisen können. Dieses Ergebnis geht konform mit den Ergebnissen von Bournaud & Combes (2003). Diese konnten ebenfalls zeigen, dass das Akkretionsszenario alle bekannten *Polar Ring/Disk* Galaxien erzeugen kann. Des Weiteren konnte gezeigt werden, dass ein direkter Zusammenhang zwischen Inklination der Scheiben zueinander und dem später eingeschlossenen Winkel der beiden Komponenten besteht. Diese Vermutung wird von allen Autoren geteilt und auch weitestgehend bestätigt. Zusätzlich hat sich in der vorliegenden Arbeit gezeigt, dass sich eine polare Struktur sowohl bei retrograden als auch prograden Begegnungen bilden kann. Bei den prograden Begegnungen scheint aber der Zusammenhang von Inklination zu eingeschlossenem Winkel viel unkorrelierter zu sein als bei einer retrograden Begegnung, siehe Abbildung 3.10.

Bei der Masse ist ein Vergleich zu anderen Autoren schwierig, weil diese teils ein leicht modifiziertes Akkretionsszenario, spezielle Systeme oder Galaxien mit Stellar- und Gas-Komponente untersucht haben. Insgesamt sind die Ergebnisse im Einklang mit den Beobachtungen und der Ring kann Massen zwischen $2 \times 10^{10} M_{\odot}$ und $2 \times 10^{11} M_{\odot}$ erreichen. Bezüglich der Wichtigkeit der Gaskomponente, die in Bournaud & Combes (2003) angesprochen wird, lässt sich sagen, dass in dieser Arbeit festgestellt werden konnte, dass es scheinbar die Gasscheibe von Galaxien ist, die den Großteil des überströmenden Materials bildet. Dies lassen auch Reshetnikov & Dettmar (2007) vermuten.

Bei den Massen und Haloradien konnten darüber hinaus keine Korrelationen festgestellt werden. So kann es in jedem Masse-, beziehungsweise Haloradius-Bereich zu einer polaren Struktur kommen, was auch Bournaud & Combes (2003) feststellen.

Ein Aspekt, auf den keiner der Autoren der oben genannten Studien eingegangen ist, ist der Unterschied zwischen polarem Ring und polarer Scheibe. In dieser Arbeit konnte im Parameterraum kein Indiz für eine Unterscheidung gefunden werden. Lediglich in der Exzentrizität der Orbits lässt sich vermuten, dass polare Ringe eher entstehen, wenn der Orbit elliptischer Form ist, während Scheiben eher auf parabolischen Orbits entstehen, siehe Abbildung 3.11. Dies bedeutet auch, dass die meisten *Polar Ring* Galaxien einen leicht auffindbaren und nahen Begleiter besitzen, der wiederum die Struktur zerstören kann. Dies hat sich auch in der hohen Anzahl der Wechselwirkungen gezeigt, in der eine polare Struktur entstanden ist, die dann in einem erneuten Wechselwirkungsprozess zerstört wurde.

5.2 Akkretionsszenario im Vergleich zu anderen Szenarien

Am Schluss dieser Arbeit soll noch einmal das Akkretionsszenario mit den weiteren Bildungstheorien für *Polar Ring/Disk* Galaxien verglichen werden, die bereits nume-

risch untersucht wurden. Zu diesem Zweck sollen hier kurz die wichtigsten Studien zu den weiteren Bildungsszenarien dargestellt werden.

- Bekki & Shioya (1998): In dieser Arbeit wurde erstmals das *merging* Szenario beschrieben. Dabei wurden zwei gasreiche späte Spiralgalaxien in einer direkten Kollision zur *Polar Ring/Disk* Galaxie. Die Geometrie war, wie beschrieben im Einleitungskapitel, eine direkte Wechselwirkung entlang der polaren Achse (Abbildung 5.2). Bei genügend kleiner Geschwindigkeit war es somit möglich eine *Polar Ring/Disk* Galaxie zu erzeugen. Bekki (1997) verwendete dabei zwei Fall-Efstathiou Modelle (Fall & Efstathiou, 1980) mit insgesamt 67000 Teilchen. Die Gasdynamik wurde mittels der *sticky-particle* Methode berechnet und die stellaren Anteile mittels mehrerer GRAPE-Rechner (Anhang B). Die Begegnung wurde nur in einer Ebene gerechnet mit einer anfänglich Distanz der Galaxienkerne von 70 kpc. Als Bahn wurde ein parabolischer Orbit gewählt. Die Ergebnisse wiesen darauf hin, dass diese Methode sowohl enge Ringe, weite Ringe, wie auch komplexere Ringstrukturen wiedergeben konnte. Weiters konnte festgestellt werden, dass mit steigender Masse des *intruder* der Ring kleiner und enger wurde. Die Wichtigkeit dieses Szenarios liegt nun darin, dass durch die in dieser Arbeit erarbeiteten komplexen und seltenen Konfigurationen, die Häufigkeit der *Polar Ring/Disk* Galaxien auf natürliche und einfache Weise erklärt werden kann.
- Bournaud & Combes (2003): Wie bereits in einem vorhergegangenen Kapitel erwähnt haben Bournaud & Combes (2003) das Akkretions- und *merging* Szenario untersucht. Die Anfangsgeometrie und die Simulation sind in Abbildung 5.2 ersichtlich. Benutzt wurde für beide Szenarien das gleiche numerischen Schema. Hier soll nun vom *merging* Szenario die Rede sein. Durch mehrere Testläufe wurden dabei die relevanten Parameter herausgearbeitet. Diese waren: die Stern- und die Gasmasse, der Radius der Stern- und Gasscheibe, die Form des Dunkle Materie Halos, die relative Geschwindigkeit, der Winkel zwischen den Scheiben und der Wechselwirkungsradius. Bournaud & Combes (2003) fanden dabei, dass mehr als 80% der stellaren Masse des Opfers im Ring wieder auftauchte. Ein weiterer Befund war, dass trotz größerer Scheibenwinkel als in Bekki & Shioya (1998) nur Ringe fanden die mit der polaren Achse einen Winkel kleiner als 24 Grad einschlossen. Wichtig war auch die Stabilität der polaren Komponente, die in jedem Fall 2 Gyr betrug und je nach Bedingungen 8 Gyr sein konnte. Somit ist das *merging* Szenario ein sehr robustes Modell, das viele der beobachteten *Polar Ring/Disk* Galaxien erklären kann.
- Macciò et al. (2006): In dieser Arbeit fanden die Autoren in einer kosmologischen Simulation (Λ CDM) eine *Polar Ring/Disk* Galaxie, ähnlich NGC 4650a. Dadurch begründeten sie die Idee, dass *Polar Ring/Disk* Galaxien durch die Akkretion von einem ausgedehnten Filament entstehen können. Sie führten dann die Rechnung noch einmal für ein kleineres Volumen mit einem hydrodynamischen Programm (GASOLINE), unter Berücksichtigung von Sternentstehung und Supernova-Rückkopplung, durch. Es zeigte sich eine polare Akkretion auf die zentrale Galaxie, die einen eher klumpigen Ring bildete. Dabei blieb das Modell von Macciò et al. (2006) über 1 Gyr, beziehungsweise je nach Umgebung bis zu 1.6 Gyr stabil, bevor der Ring sich auflöste. Somit konnte gezeigt werden, dass die Akkretion aus kosmischen Filamenten eine *Polar Ring/Disk* Galaxie, ähnlich NGC 4650a, mit ausgedehntem Ring erzeugen kann, Abbildung 5.3.

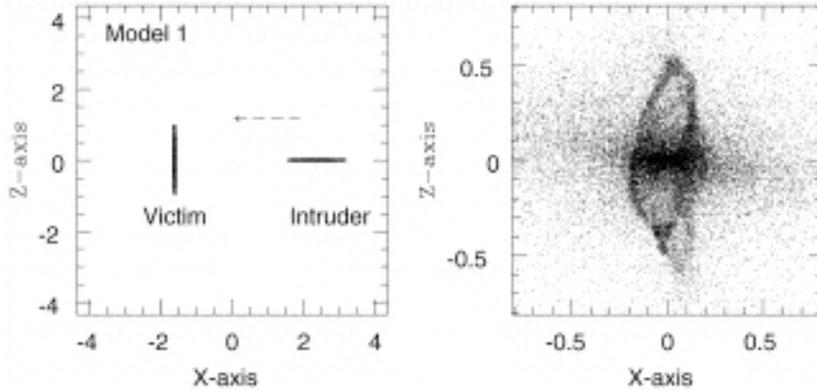


Abbildung 5.2: Diese Abbildung stellt die Geometrie dar, die bei den Rechnungen von Bournaud & Combes (2003) verwendet wurden. Dabei fällt der *intruder* geradewegs auf das *victim/target* ein. Im rechten Teil der Abbildung ist die aus der numerischen Simulation resultierende *Polar Ring/Disk* Galaxie zu sehen. Damit wurde das *major merger* Szenario nach Bekki & Shioya (1998) gerechnet und überprüft. Bild: Bournaud & Combes (2003)

- Brook et al. (2008): Diese Arbeit entstand durch die Untersuchung von einer hochauflösenden kosmologischen Simulation der Strukturbildung in einem Λ CDM-Modell. Von dieser Simulation wurde ein kleinerer Teil herausgenommen und in einer höheren Auflösung neu simuliert. Dabei zeigte sich, entsprechend dem Szenario von Macciò et al. (2006), eine *Polar Ring/Disk* Galaxie, ähnlich NGC 4650a. Die Simulation selbst wurde wiederum mit GASOLINE durchgeführt und die Daten mittels SUNRISE als realistische Beobachtungen visualisiert. Es zeigte sich dabei, dass der Ring eher eine Scheibe darstellte, ähnlich dem äußeren Teil einer Spiralgalaxien. Weiters konnte die hohe Auflösung auch Spiralarme und eine komplexe Ring-Scheibenstruktur erzeugt werden. Die *Polar Ring/Disk* Galaxie entstand in dieser Simulation bei etwa $z \sim 2$. Dabei schien der Ring über 1-2 Gyr stabil zu sein und die Beobachtung von NGC 4650a wiedergeben zu können.

Verglichen mit Bournaud & Combes (2003) und Bekki (1997), können das Akkretionsszenario und das *merging* Szenario die Eigenschaften, die Stabilität und die Häufigkeit von *Polar Ring/Disk* Galaxien reproduzieren. Die Häufigkeit dieses Szenarios ist umstritten, wird aber geringer als im Akkretionsszenario eingeschätzt. Des Weiteren macht das *merging* Szenario keinen Unterschied zwischen *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien.

Verglichen mit dem *cosmic filament infall* Szenario ist das Akkretionsszenario ein sehr ähnliches Szenario und sollte von ähnlichen Parametern dominiert sein. Dadurch, dass diese *cosmic filament infall* Modelle natürlich aus einer kosmologischen Simulation entstammen, macht sie zu einem äußerst interessanten Szenario. Sie können die Eigenschaften von *Polar Ring/Disk* Galaxien relativ gut erklären und es war möglich eine Galaxie zu erzeugen, die NGC 4650a ähnelt, Abbildung 5.3. Jedoch wurde die Frage der Häufigkeit in diesem Szenario nicht geklärt. Auch die Simulation von Brook et al. (2008) konnten die Häufigkeiten nicht reproduzieren. Diese Studie geht jedoch mehr auf den Aspekt von *Polar Disk* Galaxien ein und besagt, dass dieses Szenario *Polar Disk* Galaxien erzeugen kann. Diese Simulation kann dabei sehr gut einzelne Eigenschaften und Besonderheiten reproduzieren.

Damit sind alle Modelle fähig eine oder mehrere Eigenschaften zu erklären.

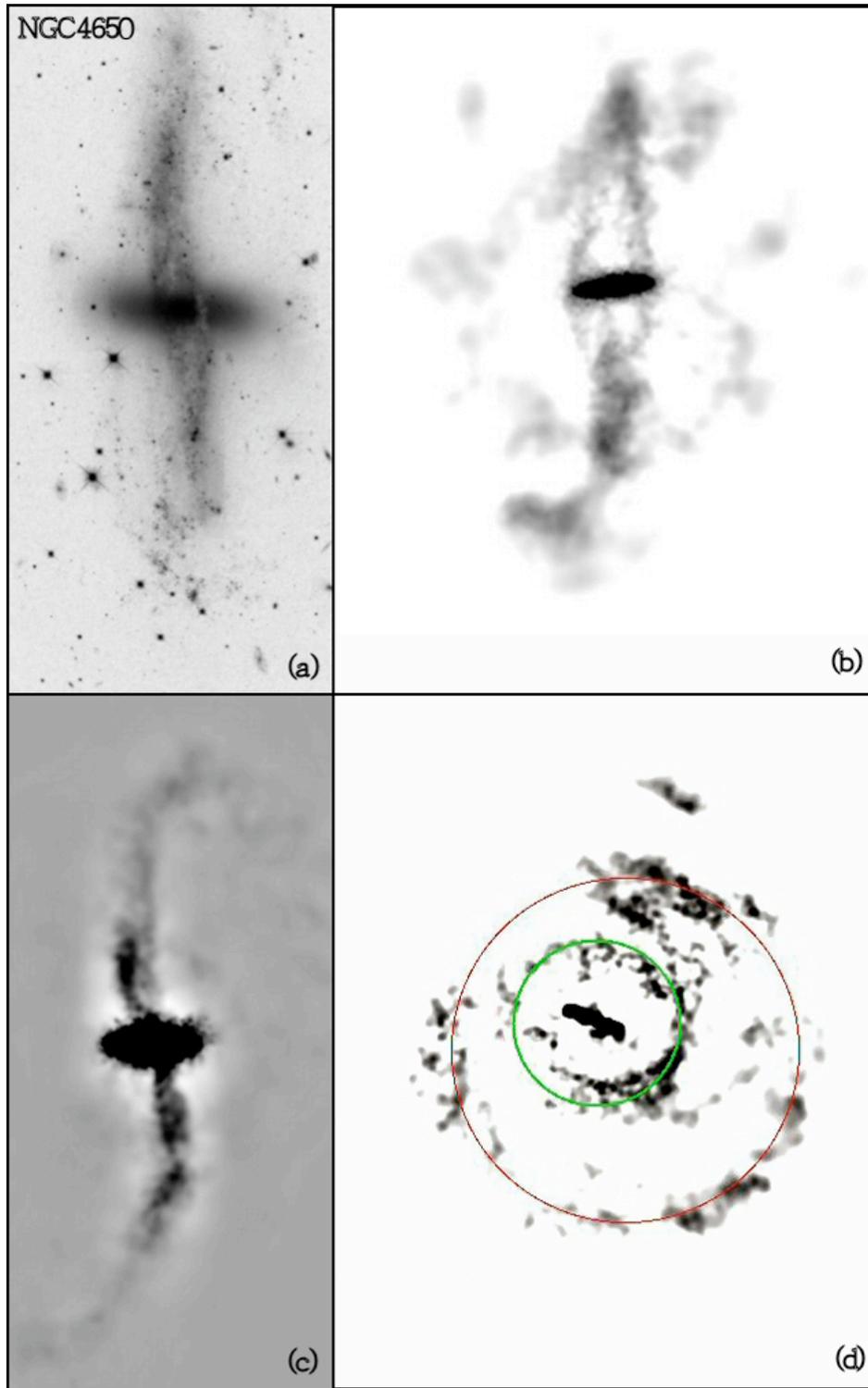


Abbildung 5.3: Resultat der Simulation nach Macciò et al. (2006). (a) ist ein Bild von NGC 4650a, aufgenommen mit dem *Hubble Space* Teleskop. (b) Simulation um 20° gedreht. (c) Ergebnis so gedreht, dass man direkt auf die Kante der polaren Scheibe blickt. (d) die *face-on* Projektion. Dabei ist ersichtlich, dass sich das Gas in Klumpen ansammelt und auf zwei verschobenen Ringen vorliegt. Bild: Macciò et al. (2006).

Kapitel 6

Schlussbetrachtung

Polar Ring/Disk Galaxien:

Polar Ring/Disk Galaxien sind ein besonderer und sehr seltener Typ von Galaxien. Sie wurden das erste Mal von Whitmore et al. (1990) klassifiziert und katalogisiert.

- Definition: *Polar Ring/Disk* Galaxien sind Objekte mit zwei orthogonal aufeinander stehenden Drehimpulsvektoren, die die zwei Komponenten (polarer Ring, bzw. polare Scheibe und Zentralgalaxie) charakterisieren (Rubin, 1994). Whitmore et al. (1990) erstellte aus den gefundenen *Polar Ring/Disk* Galaxien einen Katalog, der sich in vier Kategorien aufspaltet (Anhang A). Dabei wurden die *Polar Ring/Disk* Galaxien, je nach ihrer Identifikation und ihren Eigenschaften eingeordnet. Zusätzlich zu diesen Objekten konnten auch hoch-rotverschobene *Polar Ring/Disk* Galaxien beobachtet werden, z.B. Reshetnikov & Dettmar (2007).
- Astronomische Bedeutung: Ihre Wichtigkeit erlangen *Polar Ring/Disk* Galaxien daher, dass die zwei Komponenten senkrecht aufeinander stehen. Durch Messungen der Rotation beider Komponenten kann man theoretisch die Form des Dunkle Materie Halos näher bestimmen (vgl. Iodice et al., 2003 und Sackett et al., 1994). Diese Eigenschaft macht sie zu besonderen Testobjekten der Astronomie (neben wechselwirkenden Galaxien).

Eigenschaften von *Polar Ring/Disk* Galaxien:

Wie erwähnt zeigen diese Objekte zwei Komponenten.

- Die Zentralkomponente: ist in den meisten Fällen eine S0-Galaxie oder ein früher morphologischer Typ und besitzt eine flache Rotationskurve (siehe beispielsweise Iodice et al., 2002b und Arnaboldi et al., 1995).
- Die Ringkomponente: ist in den meisten Fällen annähernd polar, kann aber auch um bis zu 25° gekippt sein bezüglich der polaren Achse, z.B. Whitmore et al. (1990) und van Driel et al. (1995). Weiters entscheidend ist, dass der Ring einen exponentiellen Helligkeitsabfall und einen Farb-Gradient besitzt. Damit ähnelt der Ring sehr stark der äußeren Scheibe unserer Galaxie. Beobachtungen haben

weitere gezeigt, dass die meisten *Polar Ring/Disk* Galaxien eine alte Sternpopulation besitzen und die Sternentstehung kontinuierlich ist, z.B. Karataeva et al. (2004) und Reshetnikov et al. (2002). Somit kann man darauf schließen, dass polare Ringe kein junges Phänomen sind und diese Komponente über längere Zeit stabil ist. Die Masse des polaren Rings selbst kann der der Zentralgalaxie entsprechen oder auch viel geringer sein. Ein Großteil der Masse stammt dabei vom Gas, beziehungsweise neutralem Wasserstoff, z.B. van Driel et al. (1999). In *Polar Ring/Disk* Galaxien finden sich viele Substrukturen, wie Doppelringe und Spiralarms (vgl. Arnaboldi et al., 1995 und Iodice et al., 2004).

Einer der wohl interessantesten Aspekte an *Polar Ring/Disk* Galaxien ist, dass diese nicht immer einen Ring bilden (Whitmore et al., 1990). Man unterscheidet in:

- *narrow ring*: Ein enger Ring, den man zumeist um *bulge*-dominierte Galaxien findet. Manchmal werden diese auch als Saturn-Typ, *short ring* oder einfach als *Polar Ring* Galaxie bezeichnet.
- *wide annulus*: Ein weiter Kranz, den man um scheibendominierte Galaxien findet. In jüngster Zeit werden diese teilweise auch *Polar Disk* Galaxien genannt (z.B. Brook et al., 2008).

Entstehungsszenarien von *Polar Ring/Disk* Galaxien:

Derzeit finden sich in der Literatur vier wesentliche Entstehungsszenarien. Andere Theorien lassen sich in diese einordnen oder stellen Spezialfälle dar (Combes, 2006). Diese Szenarien sind:

- *Accretion scenario*: Schweizer et al. (1983), Bournaud & Combes (2003)
- *Merging scenario*: Bekki (1997), Bekki & Shioya (1998)
- *Cosmic filament infall scenario*: Semelin & Combes (2005), Macciò et al. (2006).
- *Late dark matter infall with resonance*: Tremaine & Yu (2000)

Das *late dark matter infall with resonance* wurde nur theoretisch erarbeitet. Die anderen Szenarien wurde bereits numerisch simuliert und können die Eigenschaften von *Polar Ring/Disk* Galaxien reproduzieren. Einzig im Akkretionsszenario und dem *merging scenario* konnte die Häufigkeit von *Polar Ring/Disk* Galaxien untersucht und erklärt werden (z.B. Bournaud & Combes, 2003 und Bekki & Shioya, 1998).

Ziel dieser Arbeit:

Ziel dieser Arbeit war es, das Akkretionsszenario näher zu untersuchen. Es sollte eine neue Statistik für die Häufigkeit von *Polar Ring/Disk* Galaxien erarbeitet werden und die Eigenschaften von *Polar Ring/Disk* Galaxien erforscht werden. Besondere Beachtung erhielt die Zweiteilung in Galaxien mit *narrow ring* (*Polar Ring* Galaxien) und Galaxien mit *wide annulus* (*Polar Disk* Galaxien).

Da die bekannten *Polar Ring/Disk* Galaxien keine neue Statistik zuließen und die meisten *Polar Ring/Disk* Galaxien gut beobachtet sind, wurde ein numerischer Weg gewählt. Ansatz dieser Studie war es eine ausgedehnte Parameterstudie durchzuführen. Zur Einschränkung des Parameterraums wurde die Millennium-Simulation (Springel, 2005) zu Hilfe genommen. Aufgrund der Notwendigkeit viele Modelle zu rechnen, wurde ein *restricted n-body* Programm verwendet. Um dieses im Weiteren zu unterstützen und die Zweiteilung der *Polar Ring/Disk* Galaxien zu klären, wurden Modelle aus der Parameterstudie selbstkonsistent gerechnet. Diese Vorgehensweise machte es möglich, viele Modelle zu rechnen und sie zu überprüfen.

Bestimmung des Parameterraums:

Um die numerischen Methoden sinnvoll einzusetzen und Rechenzeit einzusparen, wurde der Parameterraum für das Akkretionsszenario eingeschränkt. Diesbezüglich wurde die Millennium-Simulation (Springel et al., 2005) herangezogen. Die Millennium-Simulation ist eine reine Dunkle Materie Simulation, die auf einem Λ CDM-Modell basiert. Diese Rechnung wurde vom VIRGO-Konsortium ausgeführt und folgt 2160^3 Dunklen Materie Teilchen von einer Rotverschiebung von $z = 127$ bis zu einer Rotverschiebung von $z = 0$ (Lemson & Virgo Consortium, 2006). Aufbauend auf dieser Simulation existieren mehrere Galaxienentstehungsmodelle (De Lucia et al., 2006 und Bower et al., 2006), die das Verhalten der leuchtenden Materie untersuchen. Diese Galaxieevolutionsmodelle sind semi-analytisch und beinhalten Sternentstehung, Supernovae, chemische Anreicherung, Wechselwirkungen, Kühlung und *feedback*. Für diese Arbeit wurde das Modell nach De Lucia et al. (2006) verwendet und mittels SQL-Interface bedient, siehe Lemson & Virgo Consortium (2006).

- Vorstudie: Aus der Millennium-Simulation wurden Daten aus einer Rotverschiebung von $z = 2.433$ entnommen und mit MINGA (Theis, 1999) re-simuliert. MINGA ist ein Programm basierend auf der *restricted n-body* Methode (Toomre & Toomre, 1972). Zusätzlich unterstützt dieses Programm ausgedehnte Halos und die dynamische Reibung, um Wechselwirkungen besser zu behandeln. In dieser Arbeit wurde ein isothermes Halo mit Abschneideradius verwendet. Durch die Re-simulation konnten wechselwirkende Galaxien aus den Daten extrahiert und Nicht-Wechselwirker sowie *merger* herausgefiltert werden. Die rein wechselwirkenden Galaxien wurden dabei anhand ihres Materieüberstroms gefunden und deren Parameter als Basis für die Parameterstudie verwendet.
- Befunde zum Parameterraum: Es stellte sich heraus, dass die meisten Parameter nicht einfach zu übernehmen waren. So musste etwa die Masse auf Grund der Problematik der *missing satellites* (Strigari et al., 2007) aus der Literatur verwendet

werden. Genauso mussten die Scheibenradien aus der Literatur verwendet werden, da diese keinen verwendbaren Zusammenhang zu anderen Parametern der Simulation zeigten. Hingegen konnte das Verhältnis von Masse zu Haloradius der Millennium-Simulation entnommen werden, genauso wie die Geschwindigkeitsverteilung. Diese Geschwindigkeitsverteilung wurde auf eine Normdistanz zurückgerechnet und mittels einer Maxwell-Boltzmann-Geschwindigkeitsverteilung beschrieben. Andere Parameter, wie die Inklination und der Positionswinkel, waren hingegen rein zufällig verteilt und wurden im Weiteren auch so bestimmt.

Mit diesen Verteilungen konnte anschließend der zu untersuchende Parameterraum bestimmt werden und die Anfangsbedingungen für die Parameterstudie festgelegt werden.

Simulation und Analyse:

Basierend auf MINGA (Theis, 1999) wurde die Parameterstudie mit 40000 Systemen durchgeführt. Jede dieser Interaktionen wurde über 10 Gyr verfolgt. Für die Anfangsbedingungen wurden die bereits erarbeiteten Verteilungsfunktionen kombiniert mit einem Zufallsgenerator verwendet. Dieses war direkt in die automatische Parameterstudie integriert. Der Programmablauf gliederte sich im Wesentlichen in vier Punkte.

- a. Erstellen eines Durchlaufs in der gewählten Geometrie mit den Verteilungsfunktionen und dem integrierten Zufallsgenerator.
- b. Analyse auf einen Überstrom und automatische Bestimmung der Ebenen der Ring- und Zentralkomponente mit Hilfe der Methode des Kleinsten Fehlerquadrats. Damit erfolgte auch eine Bestimmung des Winkels zwischen den Komponenten, sowie eine Fehlerabschätzung des Ebenenfits.
- c. Auswahl, ob diese Konfiguration eine polare Struktur besitzt, anhand der Ebenenfits und weiteren Kriterien.
- d. Speicherung der Daten und Aufsetzen einer neuen Konfiguration.

Auf diese Weise wurden rund 500 Galaxien mit einer möglichen polaren Struktur gefunden. Dann wurden diese Systeme visuell beurteilt. Auf diese Weise konnten 360 der 500 Kandidaten als Systeme mit einer echten polaren Struktur identifiziert werden. Zusätzlich wurde bei der visuellen Begutachtung auch festgestellt, ob es sich um eine *Polar Ring* Galaxie oder *Polar Disk* Galaxie handelt. Dies wiederum erlaubte eine weitere Untersuchung der Zweiteilung von *Polar Ring/Disk* Galaxien.

Zum Abschluss dieser Parameterstudie wurden die Daten und Parameter in einer SQL Datenbank gespeichert, um weitere Fragestellungen dieser Arbeit besser durchführen zu können.

Um diese Zweiteilung genauer zu untersuchen und um genauere Aussagen bezüglich des überströmenden Gases zu machen, wurden selbstkonsistente Modelle der vorher erarbeiteten Konfigurationen erstellt. Verwendet wurde dazu *GyrfaLcON* von Dehnen (2000), das in einem Paket namens NEMO (Teuben, 1995) integriert ist. Die Galaxienscheiben wurden dabei mit dem Programm KD95 (Kuijken & Dubinski, 1995) erstellt. Benutzt wurden dazu die Milchstraßenmodelle A und B. Damit konnten die Galaxien der MINGA-Rechnung in das selbstkonsistente System von NEMO transformiert

und re-simuliert werden. Insgesamt wurden 15 *Polar Disk* Galaxien und 19 *Polar Ring* Galaxien jeweils über 10 Gyr gerechnet.

Resultate der Parameterstudie:

- Häufigkeit: Whitmore et al. (1990) berechnete anhand der Beobachtungsdaten, dass 4.5% aller S0-Galaxien eine polare Struktur aufweisen sollten (mit einem Fehler von einem Faktor 3).
Im Vergleich dazu erhält man einen Wert von 1.5%, wenn man die Ergebnisse dieser numerischen Parameterstudie verwendet. Dieser Wert besitzt ebenfalls einen großen Fehler, jedoch stimmt er in der Größenordnung mit den Werten von Whitmore et al. (1990) überein.
- Struktur und Bedingungen für die Entstehung der *Polar Ring/Disk* Galaxien: Es stellte sich heraus, dass die wichtigen Parameter für die Entstehung eines polaren Rings im Orbit, der Inklination, dem Positionswinkel und den Scheibenradien zu finden sind. So konnte gezeigt werden, dass es einen direkten Zusammenhang zwischen Scheibeninklination vor der Begegnung und eingeschlossenem Winkel der Komponenten gibt. Des Weiteren konnte festgestellt werden, dass sich *Polar Ring/Disk* Galaxien bei Wechselwirkungen bilden, bei denen die Bahn parabolisch ist. Der Scheibenradius hingegen ist deshalb interessant, weil dieser die Vermutung nahe legt, dass von der Spendergalaxie die äußeren Teile der Scheibe von der Zentralgalaxie akkretiert werden. Damit ist die Gasscheibe gemeint, die auch den hohen Gasanteil der polaren Struktur erklären kann.
- Dichotomie der *Polar Ring/Disk* Galaxien: Hierfür konnte gezeigt werden, dass diese wiederum von der Bahnexzentrizität abhängt. So bilden sich mehr *Polar Disk* Galaxien auf einem hyperbolischen Orbit und mehr *Polar Ring* Galaxien auf einem elliptischen Orbit.

Resultate der selbstkonsistenten Rechnung

- Struktur: Bei *Polar Disk* Galaxien entsteht eine filamentartige Struktur, die meist einen *warp* zeigt. In *Polar Ring* Galaxien hingegen erfolgt kein Überstrom von stellarer Materie, sondern nur eine Akkretion im Dunkle Materie Halo.
- Strukturbildung: Die Rechnungen unterstützen die These, dass die äußere Gasscheibe akkretiert wird, da diese in der selbstkonsistenten Rechnung nicht sichtbar ist. In *Polar Disk* Galaxien kann es zum Überstrom von stellarer Materie kommen. Somit könnten diese Galaxien eine höhere Anzahl an Sternen und eine insgesamt niedrigere Metallizität besitzen.
- Dichotomie der *Polar Ring/Disk* Galaxien: *Polar Disk* Galaxien sind leichter zu reproduzieren als *Polar Ring* Galaxien. Prototypen für fünf *Polar Ring* Galaxien und fünf *Polar Disk* Galaxien wurden erarbeitet, siehe "Selbstkonsistente Simulation" und Anhang E.

Vergleich mit anderen Studien:

- Vergleich zu anderen Studien des Akkretionsszenarios: Hier zeigen sich gute Übereinstimmungen mit Bournaud & Combes (2003) und Reshetnikov & Dettmar (2007). Weiters wird der Standpunkt geteilt, dass sich aus der äußeren Gasscheibe nach der Kollision die polare Struktur bildet. Zusätzlich konnte in der vorliegenden Arbeit auch auf die Dichotomie eingegangen und diese erklärt werden. Genauso konnte eine Statistik in dieser Arbeit erarbeitet werden, die bei den meisten anderen Studien nicht im Detail behandelt wurde.
- Vergleich zu anderen Szenarien: Im Vergleich zu Bekki & Shioya (1998) oder Maciò et al. (2006) zeigt sich das Akkretionsszenario als äußerst robust. So kann es die Eigenschaften, die Häufigkeiten und die Struktur erklären. Das Modell des *cosmic filament infall scenarios* kann hingegen einige Eigenschaften und Besonderheiten klären. Ein weiterer Vorteil dieses Szenarios ist auch, dass sich *Polar Ring/Disk* Galaxien natürlich ergeben und als eindeutige *Polar Disk* Galaxien auftreten können, siehe Brook et al. (2008).

Daraus kann man lernen, dass das Akkretionsszenario die bisherigen Beobachtungen sehr gut erklären kann. Jedoch sollten weitere Parameterstudien, auch mit den anderen Szenarien, durchgeführt werden, um entsprechend die Theorie zu verbessern und damit Rückschlüsse auf die dunkle Materie ziehen zu können.

Diskussion und Ausblick

Wie in dieser Arbeit erwähnt mussten viele Annahmen bezüglich der Verteilungsfunktionen und des Parameterraums angestellt werden. Dennoch ließen sich einige interessante Effekte entdecken. So konnte die Dichotomie und die Entstehung von *Polar Ring/Disk* Galaxien erforscht werden. Basierend darauf konnten Vorhersagen für die Beobachtung von *Polar Ring/Disk* Galaxien gemacht werden, die auf jeden Fall untersucht werden sollten.

Folgende Punkte wären demnach ein erstrebenswertes Ziel.

- Gasdynamische Rechnungen: Dies würde eine Behandlung der Gaskomponente ermöglichen, die sich als sehr wichtig herausgestellt hat.
- Dunkle Materie Halo: Unter der Annahme, dass die Dunkle Materie in der Form -wie man heute annimmt- existiert, sollte man eine ähnliche Parameterstudie mit triaxialen Halos machen. Dadurch kann man das Verständnis für *Polar Ring/Disk* Galaxien verbessern und gleichzeitig Aussagen über die Form des Dunklen Materie Halos machen.
- Analyse neuerer Beobachtungsdaten: Für diesen Punkt bietet sich die derzeit laufenden SDSS DR7 an. Durch die Fülle neuer Beobachtungen wird sich das Spektrum an bekannten *Polar Ring/Disk* Galaxien erweitern. In sehr naher Zukunft wird es dabei möglich sein, die Dichotomie zwischen Ring und Scheibe zu klären und auch eine genauere Statistik zu erstellen.
- Erstellen eines neuerlichen Katalog: Bestehend aus dem alten Katalog und den neuen Daten der Durchmusterungen sollte ein aktueller Katalog erstellt werden.

- Verbesserung der Analyse: Dabei sollte einerseits die Aufarbeitung von numerischen Daten sowie die Behandlung der Scheiben und Ringe verbessert werden. Insbesondere sollte der Algorithmus zum Auffinden der Orientierungen der Komponenten verbessert werden. Zusätzlich sollte eine eindeutige (analytische) Definition von einem polaren Ring und einer polaren Scheibe erarbeitet werden.
- Benutzung neuer kosmologischer Simulation: Mit der Weiterentwicklung der kosmologischen Simulation ergibt sich damit die Möglichkeit den Parameterraum für Wechselwirkungen neu zu untersuchen. Dies ist nicht nur für *Polar Ring/Disk* Galaxien wichtig, sondern auch für alle anderen Wechselwirkungserscheinungen.
- Statistik: Durch die Benutzung neuerer kosmologischer Simulationen könnte es möglich sein die Statistik von *Polar Ring/Disk* Galaxien entscheidend zu verbessern. Diese könnte dann mit neuen Beobachtungen (oder einem neuen *Polar Ring/Disk* Galaxien Katalog) verglichen werden.
- Beobachtung und Messung der Metallizität: Dabei sollte sich ein Unterschied zwischen *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien zeigen. Dies wäre ein eindeutiges Indiz für das Akkretionsszenario.

Danksagung

Herzlich bedanken will ich mich bei meinem Betreuer Dr. Christian Theis. Er hat es geschafft mein Interesse für die Astronomie wiederzuerwecken. Besonders bedanken will ich mich auch bei:

- meinen Kollegen: Hanns, Gerald, Christoph, Adam, Verena, Jenny, Armin, Julia, Evi, Marianne, Ingo, Mathias, Armin, Theresa, Ulli, Gela, Christian, Alex, Fabian, Gabi;
- meiner Freundin: Moni;
- meinen Eltern: Herwig und Elfi;
- meinen Freunden: Ulli, Wolfi, Stefan, Eva, Doris, Daniel, Juli;
- meinen Korrekturlesern: Moni, Jenny und Hanns;

Danke

Nicht bedanken will ich mich bei:

- segmentation fault;
- 777 Format;
- der Zeit;

Nicht-Danke

Literaturverzeichnis

- Ann, H. B., & Park, J.-C. 2006, *New Astronomy*, 11, 293
- Arnaboldi, M. 1997, *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 14, 92
- Arnaboldi, M., Freeman, K. C., Sackett, P. D., Sparke, L. S., & Capaccioli, M. 1995, *Planetary Space Science*, 43, 1377
- Arnaboldi, M., Iodice, E., Bournaud, F., Combes, F., Sparke, L. S., van Driel, W., & Capaccioli, M. 2003, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Barnes, J., & Hut, P. 1986, *Nature*, 324, 446
- Bedregal, A. G. 2007, *The Formation and Evolution of S0 Galaxies* (Ph.D.Thesis, University of Nottingham)
- Bekki, K. 1997, *Astrophysical Journal, Letters*, 490, L37+
- Bekki, K., & Shioya, Y. 1998, *Astrophysical Journal*, 497, 108
- Bell, E. F., Phleps, S., Somerville, R. S., Wolf, C., Borch, A., & Meisenheimer, K. 2006, *Astrophysical Journal*, 652, 270
- Bender, R. 1988, *Astrophysical Journal*, 193, L7
- Binney, J., & Tremaine, S. 2008, *Galactic Dynamics* (Second edition) (Princeton University Press)
- Blumenthal, G. R., Faber, S. M., Primack, J. R., & Rees, M. J. 1984, *Nature*, 311, 517
- Bournaud, F., & Combes, F. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 401, 817
- Bournaud, F., & Duc, P.-A. 2006, *Astronomy and Astrophysics*, 456, 481
- Bournaud, F., Jog, C. J., & Combes, F. 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 437, 69
- Bower, R. G., Benson, A. J., Malbon, R., Helly, J. C., Frenk, C. S., Baugh, C. M., Cole, S., & Lacey, C. G. 2006, *Monthly Notices of the RAS*, 370, 645
- Brook, C. B., Governato, F., Quinn, T., Wadsley, J., Brooks, A. M., Willman, B., Stilp, A., & Jonsson, P. 2008, *Astrophysical Journal*, 689, 678
- Buttiglione, S., Arnaboldi, M., & Iodice, E. 2006, *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplement*, 9, 317

- Carter, D. 1999, in IAU Symposium, Vol. 186, Galaxy Interactions at Low and High Redshift, ed. J. E. Barnes & D. B. Sanders, 165
- Chandrasekhar, S. 1942, Principles of stellar dynamics
- Combes, F. 2002, *New Astronomy Review*, 46, 755
- Combes, F. 2006, in *Engineering and Science*, Vol. 20, EAS Publications Series, ed. G. A. Mamon, F. Combes, C. Deffayet, & B. Fort, 97–104
- Combes, F., & Arnaboldi, M. 1996, *Astronomy and Astrophysics*, 305, 763
- Cox, A. L., Sparke, L. S., & van Moorsel, G. 2006, *Astronomical Journal*, 131, 828
- Croton, D. J., Springel, V., White, S. D. M., De Lucia, G., Frenk, C. S., Gao, L., Jenkins, A., Kauffmann, G., Navarro, J. F., & Yoshida, N. 2006, *Monthly Notices of the RAS*, 365, 11
- Davis, M., Efstathiou, G., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1985, *Astrophysical Journal*, 292, 371
- De Lucia, G., & Blaizot, J. 2007, *Monthly Notices of the RAS*, 375, 2
- De Lucia, G., Springel, V., White, S. D. M., Croton, D., & Kauffmann, G. 2006, *Monthly Notices of the RAS*, 366, 499
- de Vaucouleurs, G. 1959, *Handbuch der Physik*, 53, 275
- Dehnen, W. 2000, *Astrophysical Journal, Letters*, 536, L39
- Del Popolo, A. 2007, *Astronomy Reports*, 51, 169
- Diemand, J., & Moore, B. 2009, ArXiv e-prints
- Duc, P.-A., & Mirabel, I. F. 1994, *Astronomy and Astrophysics*, 289, 83
- Einasto, J., & Haud, U. 1989, *Astronomy and Astrophysics*, 223, 89
- Elmegreen, D. M., & Elmegreen, B. G. 1982, *Monthly Notices of the RAS*, 201, 1021
- Faber, S. M., & Jackson, R. E. 1976, *Astrophysical Journal*, 204, 668
- Fall, S. M., & Efstathiou, G. 1980, *Monthly Notices of the RAS*, 193, 189
- Gallagher, J. S., Sparke, L. S., Matthews, L. D., Frattare, L. M., English, J., Kinney, A. L., Iodice, E., & Arnaboldi, M. 2002, *Astrophysical Journal*, 568, 199
- Galletta, G., Sage, L. J., & Sparke, L. S. 1997, *Monthly Notices of the RAS*, 284, 773
- González-García, A. C., Aguerri, J. A. L., & Balcells, M. 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 444, 803
- Gunn, J. E., & Gott, J. R. I. 1972, *Astrophysical Journal*, 176, 1
- Hamada, T., & Iitaka, T. 2007, ArXiv Astrophysics e-prints

- Hinshaw, G., Weiland, J. L., Hill, R. S., Odegard, N., Larson, D., Bennett, C. L., Dunkley, J., Gold, B., Greason, M. R., Jarosik, N., Komatsu, E., Nolte, M. R., Page, L., Spergel, D. N., Wollack, E., Halpern, M., Kogut, A., Limon, M., Meyer, S. S., Tucker, G. S., & Wright, E. L. 2009, *Astronomy and Astrophysics, Supplement*, 180, 225
- Hubble, E. 1926, *Contributions from the Mount Wilson Observatory / Carnegie Institution of Washington*, 324, 1
- Hubble, E. P. 1925, *The Observatory*, 48, 139
- . 1936, *Realm of the Nebulae* (Realm of the Nebulae, by E.P. Hubble. New Haven: Yale University Press, 1936)
- Iodice, E., Arnaboldi, M., Bournaud, F., Combes, F., Sparke, L. S., van Driel, W., & Capaccioli, M. 2003, *Astrophysical Journal*, 585, 730
- Iodice, E., Arnaboldi, M., De Lucia, G., Gallagher, III, J. S., Sparke, L. S., & Freeman, K. C. 2002a, *Astronomical Journal*, 123, 195
- Iodice, E., Arnaboldi, M., Sparke, L. S., Buta, R., Freeman, K. C., & Capaccioli, M. 2004, *Astronomy and Astrophysics*, 418, 41
- Iodice, E., Arnaboldi, M., Sparke, L. S., & Freeman, K. C. 2002b, *Astronomy and Astrophysics*, 391, 117
- Iodice, E., Arnaboldi, M., Sparke, L. S., Gallagher, J. S., & Freeman, K. C. 2002c, *Astronomy and Astrophysics*, 391, 103
- Jerjen, H., Kalnajs, A., & Binggeli, B. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 358, 845
- Jones, M., & Lambourne, R. 2004, *Galaxies and Cosmology, An Introduction to* (The Open University, Cambridge)
- Jungwirth, G. 2007, *Evolution of NGC 4449 derived from VLA data* (Diplomarbeit, Universität Wien, Institut für Astronomie)
- Karataeva, G. M., Drozdovsky, I. O., Hagen-Thorn, V. A., Yakovleva, V. A., Tikhonov, N. A., & Galazutdinova, O. A. 2004, *Astronomical Journal*, 127, 789
- Klypin, A., Kravtsov, A. V., Valenzuela, O., & Prada, F. 1999, *Astrophysical Journal*, 522, 82
- Kuijken, K., & Dubinski, J. 1995, *Monthly Notices of the RAS*, 277, 1341
- Lake, G., & Moore, B. 1999, in *IAU Symposium, Vol. 186, Galaxy Interactions at Low and High Redshift*, ed. J. E. Barnes & D. B. Sanders, 393
- Lemson, G., & Virgo Consortium, t. 2006, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Lisker, T., Grebel, E. K., & Binggeli, B. 2006, *Astronomical Journal*, 132, 497
- López-Corredoira, M., Betancort-Rijo, J., & Beckman, J. E. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 390, Pathways Through an Eclectic Universe*, ed. J. H. Knapen, T. J. Mahoney, & A. Vazdekis, 359

- Macciò, A. V., Moore, B., & Stadel, J. 2006, *Astrophysical Journal, Letters*, 636, L25
- Makino, J. 2008, in *IAU Symposium*, Vol. 246, *IAU Symposium*, ed. E. Vesperini, M. Giersz, & A. Sills, 457–466
- Moore, B., Katz, N., Lake, G., Dressler, A., & Oemler, A. 1996, *Nature*, 379, 613
- Naab, T., Johansson, P. H., & Ostriker, J. P. 2009, *ArXiv e-prints*
- Okamoto, T. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 393, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, ed. A. Frebel, J. R. Maund, J. Shen, & M. H. Siegel, 111
- Olive, K. A. 2003, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Petsch, H. P. 2007, *Numerische Modellierung verschmelzender Galaxien (Diplomarbeit, Universität Wien, Institut für Astronomie)*
- Petsch, H. P., & Theis, C. 2008, *ArXiv e-prints*
- Pfleiderer, J., & Siedentopf, H. 1961, *Zeitschrift für Astrophysik*, 51, 201
- Reshetnikov, V. P. 1997, *Astronomy and Astrophysics*, 321, 749
- Reshetnikov, V. P., & Dettmar, R.-J. 2007, *Astronomy Letters*, 33, 222
- Reshetnikov, V. P., Faúndez-Abans, M., & de Oliveira-Abans, M. 2002, *Astronomy and Astrophysics*, 383, 390
- Reshetnikov, V. P., Hagen-Thorn, V. A., & Yakovleva, V. A. 1995, *Astronomy and Astrophysics*, 303, 398
- Reshetnikov, V. P., & Sotnikova, N. Y. 2000, *Astronomy Letters*, 26, 277
- Rubin, V. C. 1994, *Astronomical Journal*, 108, 456
- Rubin, V. C., & Ford, W. K. J. 1970, *Astrophysical Journal*, 159, 379
- Sackett, P. D., Rix, H.-W., Jarvis, B. J., & Freeman, K. C. 1994, *Astrophysical Journal*, 436, 629
- Schneider, P. 2006, *Extragalaktische Astronomie und Kosmologie, Einführung in die (Springer Verlag)*
- Schweizer, F., Whitmore, B. C., & Rubin, V. C. 1983, *Astronomical Journal*, 88, 909
- Semelin, B., & Combes, F. 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 441, 55
- Sikkema, G., Carter, D., Peletier, R. F., Balcells, M., Del Burgo, C., & Valentijn, E. A. 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 467, 1011
- Sparke, L., & Gallagher, J. I. 2007, *Galaxies in the universe, An Introduction (Cambridge University Press)*

- Sparke, L. S. 2004, in *High Velocity Clouds*. Edited by Hugo van Woerden, Kapteyn Institute, Groningen, The Netherlands; Bart P. Wakker, University of Wisconsin-Madison, U.S.A.; Ulrich J. Schwarz, Kapteyn Institute, Groningen, The Netherlands and Universiteit Nijmegen, The Netherlands; Klaas S. de Boer, Sternwarte, Universität Bonn, Germany. *ASTROPHYSICS AND SPACE SCIENCE LIBRARY* Volume 312. ISBN 1-4020-2578-5 (HB); ISBN 1-4020-2579-3 (e-book). Published by Kluwer Academic Publishers, Dordrech, 2004, p.273, ed. H. van Woerden, B. P. Wakker, U. J. Schwarz, & K. S. de Boer, 273
- Sparke, L. S., & Cox, A. L. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 197, *Dynamics of Galaxies: from the Early Universe to the Present*, ed. F. Combes, G. A. Mamon, & V. Charmandaris, 119
- Springel, V. 2005, *Monthly Notices of the RAS*, 364, 1105
- Springel, V., White, S. D. M., Jenkins, A., Frenk, C. S., Yoshida, N., Gao, L., Navarro, J., Thacker, R., Croton, D., Helly, J., Peacock, J. A., Cole, S., Thomas, P., Couchman, H., Evrard, A., Colberg, J., & Pearce, F. 2005, *Nature*, 435, 629
- Strigari, L. E., Bullock, J. S., Kaplinghat, M., Diemand, J., Kuhlen, M., & Madau, P. 2007, *Astrophysical Journal*, 669, 676
- Swaters, R. A., & Rubin, V. C. 2003, *Astrophysical Journal, Letters*, 587, L23
- Teuben, P. 1995, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 77, *Astronomical Data Analysis Software and Systems IV*, ed. R. A. Shaw, H. E. Payne, & J. J. E. Hayes, 398
- Theis, C. 1999, in *Reviews in Modern Astronomy*, Vol. 12, *Reviews in Modern Astronomy*, ed. R. E. Schielicke, 309
- Theis, C. 2004, in *IAU Symposium*, Vol. 220, *Dark Matter in Galaxies*, ed. S. Ryder, D. Pisano, M. Walker, & K. Freeman, 461
- Theis, C., Sparke, L., & Gallagher, J. 2006, *Astronomy and Astrophysics*, 446, 905
- Toomre, A., & Toomre, J. 1972, *Astrophysical Journal*, 178, 623
- Tremaine, S., & Yu, Q. 2000, *Monthly Notices of the RAS*, 319, 1
- Tully, R. B., & Fisher, J. R. 1977, *Astronomy and Astrophysics*, 54, 661
- van Driel, W., Arnaboldi, M., Combes, F., & Sparke, L. S. 1999, in *IAU Symposium*, Vol. 186, *Galaxy Interactions at Low and High Redshift*, ed. J. E. Barnes & D. B. Sanders, 136
- van Driel, W., Combes, F., Casoli, F., Gerin, M., Nakai, N., MiyAJi, T., Hamabe, M., Sofue, Y., Ichikawa, T., Yoshida, S., Kobayashi, Y., Geng, F., Minezaki, T., Arimoto, N., Kodama, T., Goudfrooij, P., Mulder, P. S., Wakamatsu, K., & Yanagisawa, K. 1995, *Astronomical Journal*, 109, 942
- Vorontsov-Veliaminov, B. A. 1975, *Soviet Astronomy Letters*, 1, 215
- Walsh, D., Carswell, R. F., & Weymann, R. J. 1979, *Nature*, 279, 381

Watson, D. M., Guptill, M. T., & Buchholz, L. M. 1994, *Astrophysical Journal, Letters*, 420, L21

Whitmore, B. C., Lucas, R. A., McElroy, D. B., Steiman-Cameron, T. Y., Sackett, P. D., & Olling, R. P. 1990, *Astronomical Journal*, 100, 1489

Zwicky, F. 1937, *Astrophysical Journal*, 86, 217

Anhang A

Polar Ring/Disk Katalog - PRC

A.1 Die Kategorien

Die Kategorien wurden erstmals von Whitmore et al. (1990) definiert und publiziert. Die Daten stammen aus dem *Uppsala General Catalog of Galaxies*, dem *ESO Catalog of Galaxies* und dem *Southern Atlas of Peculiar Galaxies*. Es wird dabei unterschieden in:

- Kategorie A: kinematisch bestätigte Galaxien:
 1. Spektroskopische Untersuchungen müssen darauf hinweisen, dass die Galaxie zwei annähernd orthogonale Drehimpulsvektoren mit ähnlicher Amplitude besitzen.
 2. Das System muss in einem gleichgewichts- oder gleichgewichtsähnlichen Zustand sein. Das lässt sich dadurch bestimmen, dass
 - beide Komponenten müssen ähnliche systematische Geschwindigkeiten besitzen
 - die Zentren der beiden Komponenten miteinander verbunden sind.
 3. Der Ring muss in der Größe mit der inneren Komponente vergleichbar sein. Des Weiteren sollte der Ring hell sein und relativ planar.
- Kategorie B: gute Kandidaten, basierend auf der Morphologie:
 1. Die projizierten Hauptachsen der beiden Komponenten müssen beinahe orthogonal aufeinander stehen.
 2. Die Zentren der beiden Komponenten müssen annähernd miteinander verbunden sein.
 3. Der Ring muss in der Größe mit der inneren Komponente vergleichbar sein. Des Weiteren sollte der Ring hell sein und relativ planar.
- Kategorie C: mögliche Kandidaten.:

Objekte, bei denen eine Interaktion mit einer anderen Galaxie erscheint und sich zusätzlich Material an der kleineren Achse befindet. In diese Kategorie fallen auch

jene Galaxien, bei denen auf Grund des Sichtwinkels nicht sicher bestimmbar ist, ob es eine *Polar Ring/Disk* Galaxie ist.

- Kategorie D: Artverwandte Objekte:

Darin sind Galaxien enthalten, die sehr sicher keine *Polar Ring/Disk* Galaxien sind oder sich in Zukunft dazu hin entwickeln. Jedoch teilen diese Galaxien gewisse Eigenschaften mit *Polar Ring/Disk* Galaxien, was eine ähnliche geschichtliche Entwicklung vermuten lässt.

1. *Box, Peanut and X Galaxies*
2. *Dust Lane Galaxies*
3. *Mayall Type Objects*
4. *Smoking Ring Galaxies*
5. *Superpositions*
6. *Theta Galaxies*
7. *Hoag Type Galaxies*
8. Kinematisch verwandte Objekte

A.2 Der Katalog

Hier sollen kurz die Vertreter des *Polar Ring/Disk* Galaxien Kataloges aufgelistet werden.

1. Kategorie A: Tabelle A.1
2. Kategorie B: Tabelle A.2
3. Kategorie C: Tabelle A.3 und A.4
4. Kategorie D: Tabelle A.5 und A.6

Tabelle A.1: Dies sind alle *Polar Ring/Disk* Galaxien der Kategorie A, nach Whitmore et al. (1990). Hier wurden jedoch die neuesten Daten aus dem NED Katalog mit dem Equinoktium 2000 verwendet

PRG	Objekt	RA	DEC	v (km/s)	z
A1	A 0136-801	01h38m55.2s	-07d45m56s	5500	0.018346
A2	ESO 415-G26	02h28m20.1s	-31d52m52s	4604	0.015357
A3	NGC 2685	08h55m34.7s	+58d44m04s	883	0.002945
A4	UGC 7576	12h27m41.8s	+28d41m53s	7022	0.023423
A5	NGC 4650a	12h44m49.0s	-40d42m52s	2880	0.009607
A6	UGC 9796	15h15m56.3s	+43d10m00s	5406	0.018032

Tabelle A.2: Dies sind alle *Polar Ring/Disk* Galaxien der Kategorie B, nach Whitmore et al. (1990). Hier wurden jedoch die neuesten Daten aus dem NED Katalog mit dem Equinoktium 2000 verwendet

PRG	Objekt	RA	DEC	v (km/s)	z
B1	IC 51	00h46m24.2s	-13d26m32s	1720	0.005736
B2	A 0113-5442	01h15m28.7s	01h15m28.7s	5361	0.017882
B3	IC 1689	01h23m47.8s	+33d03m19s	4566	0.015231
B4	A 0336-4905	03h37m57.6s	-48d55m40s	16992	0.056678
B5	A 0351-5458	03h52m49.3s	-54d49m50s
B6	AM 0442-622	04h43m07.6s	-62d19m42s	7165	0.023900
B7	Abell 548-17	05h44m34.8s	-26d05m18s	12823	0.042773
B8	AM 0623-371	06h24m48.8s	-37d21m21s	9745	0.032506
B9	UGC 5119	09h37m12.6s	+38d05m33s	6037	0.020137
B10	A 0950-2234	09h52m53.9s	-22d48m34s	14700	0.049034
B11	UGC 5600	10h24m09.9s	+78d37m44s	2823	0.009417
B12	ESO 503-G17	11h26m52.5s	-27d42m21s	10465	0.034907
B13	Abell 1631-14	12h52m32.4s	-15d52m28s	12823	0.042773
B14	Abell 1644-105	12h57m37.2s	-17d11m19s	15998	0.053363
B15	A 1256-1710	12h58m43.5s	-17d26m49s	14566	0.048587
B16	NGC 5122	13h24m14.9s	-10d39m15s	2818	0.009400
B17	UGC 9562	14h51m14.4s	+35d32m32s	1292	0.004310
B18	AM 1934-563	19h38m38.4s	-56d27m29s	11649	0.038857
B19	AM 2020-504	20h23m54.9s	-50d39m07s	5006	0.016698
B20	A 2135-2132	21h38m20.0s	-21d19m06s	10403	0.034701
B21	ESO 603-G21	22h51m22.0s	-20d14m50s	3124	0.010421
B22	A 2329-4102	23h31m54.6s	-40d45m44s	13584	0.045312
B23	A 2330-3751	23h32m41.9s	-37d34m32s	>30000	0.159200
B24	A 2333-1637	23h35m57.5s	-16d39m19s
B25	A 2349-3927	23h51m41.4s	-39d10m30s	19540	0.065178
B26	A 2350-4042	23h53m20.2s	-40d25m52s	16369	0.054600
B27	ESO 293-IG17	23h56m25.4s	-39d10m36s	15300	0.051035

Tabelle A.3: Dies sind alle *Polar Ring/Disk* Galaxien der Kategorie C, nach Whitmore et al. (1990). Hier wurden jedoch die neuesten Daten aus dem NED Katalog mit dem Equinoktium 2000 verwendet

PRG	Objekt	RA	DEC	v (km/s)	z
C1	ESO 349- G 039	00h11m37.3s	-36d56m17s	1932	0.006443
C2	A 0017-2212	00h19m52.5s	+22d28m40s	10120	0.033757
C3	ESO 474- G 026	00h47m07.5s	-24d22m14s	15802	0.052710
C4	A 0051-1323	00h53m30.4s	-13d06m46s	10876	0.036278
C5	AM 0051-234	00h54m20.5s	-23d33m09s	20155	0.067230
C6	NGC 0304	00h56m06.0s	+24d07m37s	4991	0.016648
C7	ESO 113-IG 004	01h00m34.2s	-57d44m55s	3587	0.011965
C8	ESO 243-IG 019	01h02m49.1s	-47d11m11s	6438	0.021475
C9	NGC 0442	01h14m38.6s	-01d01m14s	5568	0.018573
C10	ESO 152-IG 003	01h28m25.3s	-52d38m09s	3450	0.011508
C11	NGC 0625	01h35m04.6s	-41d26m10s	396	0.001321
C12	UGC 01198	01h49m17.6s	+85d15m38s	1172	0.003909
C13	NGC 0660	01h43m02.4s	+13d38m42s	850	0.002835
C14	NGC 0979	02h31m38.8s	-44d31m28s	4776	0.015930
C15	ESO 199-IG 012	03h03m24.4s	-50d29m43s	6873	0.022926
C16	AM 0320-495	03h21m56.0s	-49d48m02s	19508	0.065072
C17	A 0320-0430	03h25m56.5s	-04d19m58s	5814	0.019393
C18	ESO 358- G 020	03h34m57.3s	-32d38m23s	1769	0.005901
C19	A 0358-1707	04h00m45.8s	-16d58m38s	25956	0.086580
C20	ESO 201-IG 026	04h15m17.8s	-50d56m44s	3745	0.012492
C21	A 0414-4756	04h16m18.9s	-47d49m14s
C22	ESO 202- G 001	04h16m30.0s	-47d50m56s	10079	0.033620
C23	Abell 548-71	05h45m05.2s	-25d51m29s	13701	0.045702
C24	UGC 04261	08h10m56.1s	+36d49m45s	6446	0.021502
C25	UGC 04323	08h20m19.8s	+66d58m55s	4061	0.013546
C26	UGC 04332	08h19m37.9s	+21d06m52s	5540	0.018478
C27	UGC 04385	08h23m52.0s	+14d45m07s	1967	0.006561
C28	NGC 2748	09h13m43.0s	+76d28m31s	1476	0.004923
C29	NGC 2865	09h23m30.2s	-23d09m41s	2627	0.008763
C30	UGC 05101	09h35m51.6s	+61d21m11s	11802	0.039367
C31	ESO 566-IG 008	09h44m59.6s	-19d42m46s	9761	0.032559
C32	IC 0575	09h54m32.9s	-06d51m27s	5973	0.019924
C33	ESO 500- G 041	10h26m56.3s	-24d05m21s	3576	0.011928
C34	NGC 3384	10h48m16.9s	+12d37m46s	704	0.002348
C35	NGC 3414	10h51m16.2s	+27d58m30s	1414	0.004717

Tabelle A.4: Dies ist die Weiterführung der Tabelle der Kategorie C.

PRG	Objekt	RA	DEC	v (km/s)	z
C36	3C 249.1	11h04m13.7s	+76d58m58s	>30000	0.311500
C37	UGC 06182	11h08m02.0s	+53d37m06s	1238	0.004130
C38	NGC 3934	11h52m12.5s	+16d51m05s	3779	0.012605
C39	NGC 4174	12h12m26.9s	+29d08m57s	4045	0.013493
C40	UGC 07388	12h20m15.7s	+33d39m39s	6457	0.021539
C41	IC 3370	12h27m37.3s	-39d20m16s	2930	0.009773
C42	NGC 4672	12h46m15.7s	-41d42m21s	3202	0.010681
C43	A 1247-2540	12h50m05.9s	-25d57m18s
C44	NGC 5103	13h20m30.1s	+43d05m02s	1276	0.004256
C45	NGC 5128	13h25m27.6s	-43d01m09s	547	0.001825
C46	ESO 576- G 069	13h30m05.3s	-20d55m59s	5339	0.017809
C47	A 1334-2935	13h37m29.5s	-29d50m28s	13717	0.045754
C48	ESO 326-IG 006	14h11m08.4s	-40d06m19s	8598	0.028680
C49	NGC 6028	16h01m29.0s	+19d21m36s	4475	0.014927
C50	UGC 10205	16h06m40.2s	+30d05m57s	6556	0.021868
C51	NGC 6286	16h58m31.4s	+58d56m11s	5501	0.018349
C52	ESO 232- G 004	19h22m46.8s	-51d00m08s	4951	0.016515
C53	IC 4982	20h20m20.8s	-71d00m28s	6180	0.020614
C54	A 2027-2335	20h30m27.5s	-23d25m23s	8677	0.028942
C55	ESO 143- G 037	20h37m48.0s	-61d44m50s	3293	0.010984
C56	AM 2040-620	20h44m11.6s	-61d59m20s	3335	0.011124
C57	A 2103-2532	21h06m07.4s	-25d20m57s	11148	0.037186
C58	NGC 7016	21h07m16.3s	-25d28m08s	11046	0.036845
C59	A 2104-2536	21h07m24.5s	-25d24m46s	12113	0.040405
C60	ESO 464- G 031	21h18m21.5s	-27d20m53s	6529	0.021778
C61	A 2116-7233	21h20m56.6s	-72d20m17s
C62	ESO 236-IG 002	21h19m47.0s	-52d14m18s	15470	0.051602
C63	A 2132-2742	21h35m00.0s	-27d28m48s	20019	0.066776
C64	ESO 343-IG 013	21h36m11.0s	-38d32m37s	5714	0.019060
C65	ESO 287-IG 050	21h41m57.9s	-46d00m39s	17700	0.059041
C66	A 2150-1707	21h53m05.6s	-16d53m37s	10229	0.034121
C67	ESO 075- G 055	22h06m24.8s	-67d31m01s	3541	0.011811
C68	A 2220-6617	22h24m14.5s	-66d02m15s
C69	NGC 7468	23h02m59.2s	+16d36m19s	2081	0.006941
C70	A 2304-3308	23h06m59.3s	-32d52m32s	17988	0.060000
C71	ZGC 2315+03	23h18m12.4s	+04d11m06s	18770	0.062610
C72	ESO 240-IG 016	23h44m48.2s	-49d06m40s	13664	0.045578
C73	A 1358-2604	00h01m16.3s	-25d48m11s	15364	0.051249

Tabelle A.5: Dies sind alle *Polar Ring/Disk* Galaxien der Kategorie D, nach Whitmore et al. (1990). Hier wurden jedoch die neuesten Daten aus dem NED Katalog mit dem Equinoktium 2000 verwendet

PRG	Objekt	RA	DEC	v (km/s)	z
D1	ESO 079- G 005	00h40m44.4s	-63d26m25s	1711	0.005708
D2	NGC 0235A	00h42m52.8s	-23d32m28s	6664	0.022229
D3	ESO 474-IG 028	00h47m34.8s	-22d48m00s	6557	0.021872
D4	ESO 296-IG 011	01h19m56.8s	-41d14m12s	5198	0.017337
D5	A 0153-3034	01h55m24.3s	-30d19m26s	4480	0.014944
D6	AM 0319-252	03h12m13.8s	-25d12m15s	6483	0.021625
D7	ESO 202-IG 005	04h18m00.4s	-50d02m43s
D8	ESO 305- G 021	05h22m42.6s	-39d03m48s	15114	0.050415
D9	AM 0529-442	05h31m07.9s	-44d25m21s
D10	AM 0618-363	06h20m07.5s	-36d34m40s
D11	ESO 016- G 016	06h38m38.1s	-80d14m48s
D12	UGC 04892	09h16m51.0s	+45d42m02s	7917	0.026408
D13	NGC 3034	09h55m52.7s	+69d40m46s	203	0.000677
D14	UGC 05485	10h11m20.8s	+65d16m38s	6020	0.020081
D15	NGC 3310	10h38m45.9s	+53d30m12s	993	0.003312
D16	NGC 3406	10h51m43.6s	+51d01m20s	7473	0.024927
D17	A 1123-232	11h25m58.9s	-23d42m20s	24277	0.080978
D18	NGC 3718	11h32m34.8s	+53d04m05s	993	0.003312
D19	NGC 3808	11h40m44.2s	+22d25m46s	7076	0.023603
D20	ESO 171-IG 005	12h01m36.2s	-53d21m28s	4371	0.014580
D21	UGC 07636	12h30m01.0s	+07d55m46s	276	0.000921
D22	NGC 4643	12h43m20.1s	+01d58m42s	1335	0.004453
D23	NGC 4753	12h52m22.1s	-01d11m59s	1239	0.004133
D24	ESO 575- G 044	13h00m22.1s	-22d41m41s	9066	0.030241
D25	UGC 08387	13h20m35.3s	+34d08m22s	6985	0.023299
D26	A 135602618	13h58m55.0s	-26d32m47s	5220	0.017412
D27	PG 1613+658	16h13m57.2s	+65d43m10s	>30000	0.129000
D28	NGC 6240	16h52m58.9s	+02d24m03s	7339	0.024480
D29	IC 4744	18h41m54.9s	-63d13m26s	11509	0.038390
D30	ESO 341-IG 004	20h41m13.9s	-38d11m36s	6092	0.020321
D31	ESO 286-IG 019	20h58m26.8s	-42d39m00s	12890	0.042996
D32	A 2102-2345	21h05m40.2s	-23d33m07s	6244	0.020828
D33	A 2111-5509	21h15m08.7s	-54d56m49s	12915	0.043081
D34	AM 2115-574	21h18m57.2s	-57d30m30s	>30000	0.106432
D35	NGC 7252	22h20m44.8s	-24d40m42s	4792	0.015984

Tabelle A.6: Dies ist die Weiterföhrung der Tabelle der Kategorie D.

PRG	Objekt	RA	DEC	v (km/s)	z
D36	A 2226-5838	22h29m02.5s	-58d22m50s
D37	ESO 146-IG 029	22h29m17.9s	-58d24m39s	11971	0.039931
D38	A 2226-2459	22h28m53.9s	-24d43m44s	16818	0.056100
D39	ESO 109-IG 023	22h48m33.6s	-66d43m16s	11100	0.037026
D40	ESO 239-IG 002	22h49m39.9s	-48d50m58s	12901	0.043033
D41	A 2246-4909	22h49m49.9s	-48d53m05s
D42	NGC 7465	23h02m00.9s	+15d57m53s	1968	0.006565
D43	ESO 510- G 013	13h55m04.3s	-26d46m50s	3455	0.011525
D44	NGC 0520	01h24m35.1s	+03d47m33s	2281	0.007609
D45	NGC 7625	23h20m30.1s	+17d13m32s	1633	0.005447
D46	NGC 5544	14h17m02.5s	+36d34m18s	3040	0.010140
D47	ESO 350- G 040	00h37m41.1s	-33d42m59s	9050	0.030187
D48	NGC 3314	10h37m13.2s	-27d41m04s
D49	A 2258-0814	23h01m34.9s	-07d58m31s	9632	0.032129
D50	AM 0103-304	01h06m10.3s	-30d28m29s	6637	0.022139
D51	A 1515+2146	15h17m14.4s	+21d35m08s	12736	0.042483

Anhang B

Das N-Körper Problem

Das gravitative N-Körper Problem wird durch die Newtonsche Bewegungsgleichung

$$\ddot{\vec{r}}_i = \frac{\vec{F}_i}{m_i} = -G \sum_{\substack{j=1 \\ j \neq i}}^N \frac{m_j}{|\vec{r}_i - \vec{r}_j|^3} (\vec{r}_i - \vec{r}_j) \quad (\text{B.1})$$

G	Gravitationskonstante
\vec{r}_i	Ortsvektor des Teilchens i
m_j	Masse des Teilchens j
\vec{F}_i	Kraft auf das Teilchen i

beschrieben. Ein allgemeinere Form lässt sich als

$$\ddot{\vec{r}}_i = \frac{1}{m_i} \left[\vec{F}_{\text{int}}(r_1 \dots r_n) + \vec{F}_{\text{ext}}(\vec{r}_i, t) \right] \quad (\text{B.2})$$

\vec{F}_{int}	Eigengravitation des Systems
\vec{F}_{ext}	anfallende externe Kräfte

schreiben. Im Weiteren sollen einfache Fälle dieser Gleichung betrachtet werden.

B.1 Das 1-Körper Problem

Im einfachsten Fall, dem 1-Körper Problem, besagt Newtons erstes Axiom, dass sich ein Teilchen in einem Inertialsystem gleichförmig bewegt, beziehungsweise ruht. Wird diesem System aber eine externe Kraft hinzugefügt, besagt Newtons zweites Axiom, dass es beschleunigt wird. Dies lässt sich als

$$\ddot{\vec{r}}_i = \frac{1}{m_i} \vec{F}_{\text{ext}}(\vec{r}_i, t) = -\nabla \Phi_{\text{ext}}(\vec{r}_i, t) \quad (\text{B.3})$$

Φ_{ext}	externes Potential
---------------------	--------------------

formulieren, wenn die Kraft konservativ ist. Diese Formel beschreibt die Bewegung eines Testteilchens, wobei das Potential durch das Teilchen nicht verändert wird. Die Beschleunigung des Testteilchens hängt damit ausschließlich von der Position des Teilchens ab, wodurch sich die Beschleunigung sehr einfach und schnell berechnen lässt.

B.2 Das 2-Körper Problem

Das 2-Körper Problem ist auch besser bekannt als das Kepler-Problem. Dabei kann durch die Transformation der beiden Teilchen auf das Schwerpunktssystem das Problem auf ein reduziertes Teilchen, das sich in einem Kepler-Potential bewegt, vereinfacht werden. Dies sieht wie folgt aus:

$$\Phi(r) = -\frac{GMm_{rp}}{r} \quad (\text{B.4})$$

Φ	Potential
G	Gravitationskonstante
r	Abstand der Teilchen zueinander
M	Gesamtmasse der Teilchen
m_{rp}	Masse des reduzierten Teilchens

$$m_{rp} = \frac{m_1 m_2}{m_1 + m_2} \quad (\text{B.5})$$

Somit ergibt sich der Drehimpuls als Erhaltungsgröße.

$$m_{rp} \ddot{\vec{r}} = F(r) \vec{e}_r \quad (\text{B.6})$$

$$\vec{L} = m_{rp} \vec{r} \times \dot{\vec{r}} \quad (\text{B.7})$$

$$\frac{d}{dt}(m_{rp} \vec{r} \times \frac{d\vec{r}}{dt}) = \frac{d\vec{r}}{dt} \times \frac{d\vec{r}}{dt} + \vec{r} \times \frac{d^2\vec{r}}{dt^2} = F(r) \vec{r} \times \vec{e}_r = 0 \quad (\text{B.8})$$

L	Drehimpuls
\vec{r}	Abstand
\vec{e}_r	Einheitsvektor (in Richtung \vec{r})
$\dot{\vec{r}}$	Geschwindigkeit

Da der Drehimpuls konstant ist, folgt das reduzierte Teilchen einer Bahnebene die sich zeitlich nicht ändert. Wird die Bewegungsgleichung in Polarkoordinaten umgeschrieben, ergibt sich:

$$\ddot{r} - r\dot{\phi}^2 = F(r) \quad (\text{B.9})$$

$$2\dot{r}\dot{\phi} + r\ddot{\phi} = 0, \quad (\text{B.10})$$

beziehungsweise die Bahngleichung (mit $u = 1/r$):

$$\frac{d^2u}{d\phi^2} + u = \frac{GM}{L^2} \quad (\text{B.11})$$

Die allgemeine Lösung hierfür lässt sich schreiben als:

$$u(\Phi) = C \cos(\Phi - \Phi_0) + \frac{GM}{L^2} \quad (\text{B.12})$$

wobei C und Φ_0 durch die Anfangsbedingungen festgelegt sind.

G	Gravitationskonstante
M	Masse

L Drehimpuls
 ϕ Ebenen Winkel

Durch die Rücksubstitution ergeben sich die Lösungen des Kepler-Problems, die im Wesentlichen Kegelschnitte darstellen.

$$r(\phi) = \frac{a(1 - e^2)}{1 + a \cos(\phi - \phi_0)} \quad (\text{B.13})$$

a große Halbachse
 e Exzentrizität
 ϕ_0 Lage der Ellipse
 r Abstand

Je nach Exzentrizität kann man die Bahnen unterscheiden in:

Bahntyp	Exzentrizität	Energie	Eigenschaft
Kreisbahn	$e = 0$	$E < 0$	gebunden
Ellipsenbahn	$0 < e < 1$	$E < 0$	gebunden
Parabelbahn	$e = 1$	$E = 0$	ungebunden
Hyperbelbahn	$e > 1$	$E > 0$	ungebunden

B.3 Das 3 bis N-Körper Problem

Das 3-Körper Problem stellt eine Herausforderung dar, da es nicht mehr allgemein lösbar ist. Es folgt einem chaotischen Verhalten. Zwar existieren einige analytische Lösungen. Diese spiegeln aber nur spezielle Konfigurationen wider. Daher werden für das 3-Körper Problem und auch mehr Körper Systeme numerische Lösungsverfahren mit unterschiedlichen Ansätzen genutzt. In der Astronomie gliedern sich diese numerischen Lösungsverfahren in:

- Nicht selbstkonsistente Verfahren: Dabei wird das Potential als bekannt vorausgesetzt. Näheres siehe Kapitel *restricted n-body*.
- Selbstkonsistente Verfahren: Diese unterscheiden sich wiederum in:
 - direkt: Bei dieser Methode werden die Kräfte direkt aus der Summation über die Teilchen bestimmt. Der Rechenaufwand steigt dabei mit N^2 . Diese Art der Rechnungen lässt sich z.B. nur durch geeignete Hardware sinnvoll realisieren, wie z.B. das GRAPE-Projekt (Makino, 2008) oder Graphikprozessoren (Hamada & Iitaka, 2007). Eine weitere derartige Methode wird im Kapitel *GyrfaLON* (Dehnen, 2000) näher erklärt.
 - indirekt: Zuerst wird die Dichteverteilung bestimmt, aus der sich über die Poisson-Gleichung das Potential ergibt. Die Verfahren dabei sind vielfältig. Beispiele hierfür sind: *particle mesh codes*, *adaptive mesh refinement* Methode, *P3M* und *PM-tree* Methoden.

Alternativ werden in der Astronomie auch andere nicht-teilchenbezogene Methoden verwendet. Dazu zählen gitterbezogene Lösungsverfahren für die stoßfreie Boltzmann-Gleichung, sowie die Fokker-Planck und die Monte-Carlo Methode.

Anhang C

Galaxiendynamik

Einiges wurde bereits zu Galaxiendynamik im Anhang B gesagt. Weitere Konzepte, die in dieser Arbeit Verwendung finden, sollen hier kurz formuliert werden. Für genauere Herleitungen und umfangreichere Erläuterungen der meisten Gleichungen sei auf Binney & Tremaine (2008) verwiesen.

C.1 Dynamische Reibung

Die dynamische Reibung kann man anhand eines einfachen Systems herleiten, bei dem sich eine Masse durch ein ausgedehntes System von kleineren, masseärmeren Sterne bewegt (Chandrasekhar, 1942). Durch Zweier-Wechselwirkung mit dem Störer entsteht die Situation, dass sich nach der Wechselwirkung eine höhere Sterndichte hinter der großen Masse befindet als in Bewegungsrichtung. Somit entsteht im weiteren Wechselwirkungsprozess eine Nettobeschleunigung, entgegen der eigentlichen Bewegungsrichtung, Abb. C.1.

Für die Herleitung der dynamischen Reibung begibt man sich in das System des reduzierten Teilchens (Anhang B) und benutzt wie im Kapitel zuvor die allgemeine Lösung des Kepler-Problems. Mit Hilfe von Anfangsbedingungen für dieses Teilchensystem kann im Weiteren die Änderung der Geschwindigkeiten in parallele und vertikale Richtung ausgedrückt werden. Nimmt man nun an, dass sich die große Masse M durch eine unendlich ausgedehnte Menge von kleinen Massen m bewegt, kann man die transversalen Störungen vernachlässigen. Durch die Definition einer Sterndichte im Phasenraum $f(\vec{v})$ und des Impaktparameters b kann man anschließend die Geschwindigkeitsänderung über alle Impaktparameter b integrieren. Damit ergibt sich die Gesamtverzögerung als:

$$\frac{d\vec{v}_M}{dt}\Big|_{\vec{v}_m} = \vec{V}_0 f(\vec{v}_m) d^3\vec{v}_m \int_0^{b_{max}} \frac{2mV_0}{M+m} \left[1 + \frac{b^2V_0^4}{G^2(M+m)^2}\right]^{-1} 2\pi b db \quad (C.1)$$

Diese Gleichung kann man mit der Hilfe der Integrationsvariable $y = \frac{b^2V_0^2}{G^2(M+m)^2}$ und des Coulomb Logarithmus umschreiben und erhält

$$\frac{d\vec{v}_M}{dt}\Big|_{\vec{v}_m} = 2\pi m G^2 (M+m) \frac{\vec{V}_0}{V_0^3} f(\vec{v}_m) d^3\vec{v}_m \int_0^{y_{max}} \frac{1}{1+y} dy \quad (C.2)$$

$$= 2\pi m G^2 (M+m) \frac{\vec{V}_0}{V_0^3} f(\vec{v}_m) d^3\vec{v}_m \ln(1 + \Lambda^2). \quad (C.3)$$

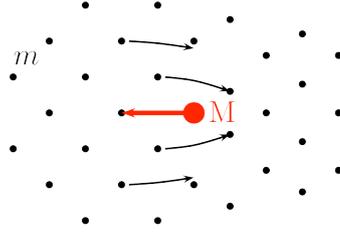


Abbildung C.1: Diese Darstellung skizziert das theoretische Schema für die Dynamische Reibung. Die große Masse M bewegt sich dabei durch ein Sternfeld bestehend aus den kleinen Massen m . Dabei erhöht sich die Sterndichte hinter M und es wirkt infolgedessen eine Nettobremung auf M . Bild: Petsch (2007)

G	Gravitationskonstante
b_{\max}	maximaler Einflussradius, bzw. maximaler Impaktparameter
m, M	Massen der Objekte
$v_{m,M}$	Geschwindigkeiten der Objekte
V_0	Anfangsgeschwindigkeit
$\ln \Lambda$	Coulomb Logarithmus

Schreibt man die Gleichung dann mit Hilfe der Rücksubstitution der Integrationsvariable und benutzt für die Sternengeschwindigkeiten $f(\vec{v}_m)$ eine Maxwell-Form der Geschwindigkeitsverteilung, folgt die in MINGA (Theis, 1999) benutzte Grundgleichung der dynamischen Reibung

$$\frac{d\vec{v}_M}{dt} = -\frac{4\pi G^2 \rho M}{v_M^3} \left(\operatorname{erf} \left(\frac{v_M}{\sqrt{2}\sigma} \right) - \sqrt{\frac{2}{\pi}} \frac{v_M}{\sigma} \exp \left(-\frac{v_M^2}{2\sigma^2} \right) \right) \ln \Lambda \vec{v}_M. \quad (\text{C.4})$$

erf	Fehlerfunktion
σ	Geschwindigkeitsdispersion

Dabei lässt sich der Coulomb Logarithmus auf verschiedene Art schreiben, wobei für eine genaue Liste der Möglichkeiten auf Petsch (2007) und Petsch & Theis (2008) verwiesen werden soll.

C.2 Stoßfreie Systeme

Für eine selbstkonsistente Beschreibung eines Sternsystems verwendet man die stoßfreie Boltzmann-Gleichung. Die Herleitung dieser stoßfreien Boltzmann-Gleichung erfordert dabei einige Annahmen und Voraussetzungen.

- Die Bewegung der Sterne verläuft ohne große Änderungen, sprich stoßfrei.
- Die Verteilung lässt sich durch eine Verteilungsfunktion der Form $f(\vec{x}, \vec{u}, t)$ beschreiben.
- Die Kräfte in diesem System sind durch die Newtonsche Dynamik beschreibbar.
- Es werden weder Sterne neu gebildet noch vernichtet.

Mit Hilfe dieser Annahmen kann man ein Gleichgewichtsmodell schaffen, das als Gas aus Sternen beschrieben werden kann. Die Beschreibung findet dabei im 6-dimensionalen Phasenraum statt. Für eine wie oben definierte Verteilungsfunktion existiert dabei eine Kontinuitätsgleichung, aus der durch Vereinfachung die stoßfreie Boltzmann-Gleichung gebildet werden kann.

$$\frac{df}{dt} = \frac{\partial f}{\partial t} + u_i \frac{\partial f}{\partial x_i} - \frac{\partial \Phi}{\partial x_i} \frac{\partial f}{\partial u_i} = 0 \quad (\text{C.5})$$

f	Verteilungsfunktion im 6-dimensionalen Phasenraum
x	Ortskomponente
v	Geschwindigkeitskomponente
Φ	Potential

Nimmt man im Weiteren an, dass alle Sterne die gleiche Masse haben, erhält man die zweite wichtige Gleichung aus der Poisson-Gleichung.

$$\Delta \Phi = 4 \pi G m \int f(\vec{x}, \vec{v}, t) d^3 u \quad (\text{C.6})$$

Grob gesprochen ist mit den letzten beiden Gleichungen die Dynamik eines selbstgravitierenden Sternengases vollständig beschrieben. Da sich aber die Verteilungsfunktion im Phasenraum schwer berechnen lässt, stützt man sich auf die Momente der Boltzmann-Gleichung, sprich der Integrationen über den Geschwindigkeitsraum. Somit erhält man die drei Jeans-Gleichungen.

$$\frac{\partial n}{\partial t} + \frac{\partial(n\bar{v}_i)}{\partial x_i} = 0 \quad (\text{C.7})$$

$$\frac{\partial n\bar{v}_j}{\partial t} + \frac{\partial(n\bar{v}_i\bar{v}_j)}{\partial x_i} + n \frac{\partial \Phi}{\partial x_j} = 0 \quad (\text{C.8})$$

$$n \frac{\partial \bar{v}_j}{\partial t} + n\bar{v}_i \frac{\partial \bar{v}_j}{\partial x_i} = - \frac{\partial(n\sigma_{ij}^2)}{\partial x_i} - n \frac{\partial \Phi}{\partial x_j} \quad (\text{C.9})$$

n	Anzahldichte
σ_{ij}^2	Tensor der Geschwindigkeitsdispersion

Eine weitere wichtige Gleichung kann aus der 2. Jeans-Gleichung abgeleitet werden, das so genannte Tensorvirialtheorem. Dies lässt sich als Gleichung (C.10) schreiben, wenn man den Tensor der kinetischen Energie in ungeordnete und geordnete Bewegungskomponenten aufspaltet.

$$\frac{1}{2} \frac{d^2 I_{jk}}{dt^2} = 2T_{jk} + \Pi_{jk} + W_{jk} \quad (\text{C.10})$$

I_{jk}	Trägheitstensor
K_{jk}	Tensor der kinetischen Energie, mit $K_{ij} = T_{ij} + \frac{1}{2}\Pi_{ij}$
T_{jk}	Tensor der geordneten Bewegungskomponente
Π_{jk}	Tensor der ungeordneten Bewegungskomponente
W_{jk}	Tensor der potentiellen Energie

Nimmt man nun im Folgenden einen Gleichgewichtszustand an, kann man vom Tensorvirialtheorem die Spur bilden, so bleibt eine einfache Form, die den Zusammenhang

zwischen kinetischer und potentiellen Energie wiedergibt. Dieses sogenannte Skalar-Virialtheorem wird als

$$2K + W = 0 \quad (\text{C.11})$$

geschrieben. Dieser Zusammenhang wird in der vorliegenden Arbeit auch beim Umskalieren der Galaxienparameter verwendet, um diese stabil zu erhalten.

C.3 Dichteprofile

Im Fall der Galaxiendynamik ist die Dunkle Materie sehr wichtig, die sich in einem Halo um die Galaxie anordnet. Daher stellt sich in der numerischen Astronomie die Frage nach der Verteilung dieser Dunklen Materie. Dabei gibt es mehrere (sphärisch symmetrische) Ansätze die im Kurzen dargestellt werden sollen.

- Isotherme Sphäre: Die singuläre isotherme Sphäre entspringt der Betrachtung des hydrostatischen Gleichgewichts. Die Dichte lässt sich als:

$$\rho = \frac{\sigma^2}{2\pi G r^2} \quad (\text{C.12})$$

ρ	Dichte
r	Abstand
σ	Geschwindigkeitsdispersion
G	Gravitationskonstante

schreiben. Das Dichteprofil besitzt in diesem Fall im Inneren einen *cusp* und ist singulär bei $r \rightarrow 0$. Bedeutung findet diese Dichteverteilung vor allem deshalb, weil dieses Modell die Rotationskurven sehr gut wiedergeben kann, jedoch ist es kein realistisches astronomisches Modell. Aus diesem Grund verwendet man in der Astronomie gerne die King-Modelle. Diese besitzen im Inneren einen *core* und werden außen durch den Gezeitenradius abgeschnitten, da sonst die Masse nicht endlich ist.

- NFW:
Dieses Dichteprofil ist ein aus der Kosmologie stammendes Halo, benannt nach Navarro, Frenk und White (1997). Die Dichteverteilung im symmetrischen Fall lässt sich als

$$\rho = \frac{\rho_s}{\frac{r}{r_s} \left(1 + \frac{r}{r_s}\right)^2} \quad (\text{C.13})$$

ρ	Dichte
r	Abstand
r_s	charakteristischer Radius, mit $r_s = \frac{r_{200}}{c}$ und c als dem Konzentrationsparameter

schreiben. In diesem Halo fällt die Dichte im äußeren Teil der Galaxie proportional mit $1/r^3$ ab. Im Inneren formt sich ein sogenannter *cusp*. In neueren Untersuchungen hat sich herausgestellt, dass das NFW Halo auf Galaxienhaufen sehr gut anwendbar ist. Jedoch ergeben sich wesentliche Probleme auf kleineren Skalen.

- Einasto Halo: Vergleichbar zum NFW-Profil ist das ältere Einasto-Profil (z.B. Einasto & Haud, 1989). Dieses wird als:

$$\rho = \rho_s e^{-\frac{2}{\alpha}[(r/r_s)^\alpha - 1]} \quad (\text{C.14})$$

geschrieben. α ist dabei ein zusätzlicher freier Parameter. Neuere Untersuchungen haben gezeigt, dass dieses Modell sehr gut die Halos von Galaxien aus kosmologischen Simulationen wiedergeben kann (Diemand & Moore, 2009).

- Burkert Halo: Der Burkert Halo wurde im Jahre 1995 von Burkert aus den Beobachtungen von Zwerggalaxien abgeleitet. Dieser lässt sich mit der Dichteverteilung

$$\rho = \frac{\rho_0 r_0^3}{(r + r_0)(r^2 + r_0^2)} \quad (\text{C.15})$$

beschreiben. Anders als das NFW Profil besitzt dieser Halo eine *core*. Des Weiteren teilt es die Einfachheit des isothermen Halos, da die meisten Größen wie etwa eingeschlossene Masse und Potential rein analytisch bestimmbar sind.

Anhang D

Grossräumige Strukturen

In diesem Kapitel soll das Konzept der Dunklen Materie, des Λ CDM-Modells der Kosmologie und der grundlegenden Behandlung der Strukturbildung kurz beschrieben werden.

D.1 Dunkle Materie

Dunkle Materie ist eine sich im Universum befindende “Materie“, die sich ausschließlich durch ihre Gravitation bemerkbar macht. Die Entdeckung der Dunkle Materie kann man Zwicky (1937) zuschreiben, der auf Grund von Untersuchungen von Galaxienhaufen das sogenannte *missing mass* Problem aufwarf. Viel Beachtung schenkt man der Dunklen Materie in kosmologischen Untersuchungen, wie z.B. der in dieser Arbeit verwendeten Millennium-Simulation (Springel, 2005). Diese Simulation war ursprünglich eine reine Studie der Dunklen Materie, die dann um ein Galaxienentwicklungs-Programm erweitert wurde (De Lucia et al., 2006). Die Dunkle Materie ordnet sich dabei in netzartigen Strukturen an, an deren Knotenpunkten Galaxienhaufen entstehen. Moderne Untersuchungen haben gezeigt, dass Sterne und Gas nur rund 10% der Masse eines Galaxienhaufens ausmachen, wobei der grösste Teil davon für unsere Instrumente momentan unsichtbar ist, siehe Abb. D.1 und Hinshaw et al. (2009).

Auf der Größenskala von einer Galaxie ist die Dunkle Materie in einem eher sphärischen Halo angeordnet, siehe auch Abb. 1.10. Es zeigt sich für Spiralgalaxien, dass die Masse der Dunklen Materie zehn mal höher ist als die Masse der stellaren und Gas/Staub Komponente (Schneider, 2006).

Die ersten und wichtigsten Indizien für Dunkle Materie aus der Beobachtung sind, nach Olive (2003):

- Hohe Masse zu Leuchtkraft Verhältnisse (insbesondere bei Zwerggalaxien).
- Zu rasche Bewegung der Galaxien im Galaxienhaufen (Zwicky, 1937).
- Rotationskurven von Spiralgalaxien fallen radial nicht ab (Rubin & Ford, 1970).
- Spiralgalaxien sind ohne Dunkle Materie instabiler.
- Gravitationslinsen, d.h. Lichtablenkung durch eine Masse (Walsh et al., 1979).

COMPOSITION OF THE COSMOS

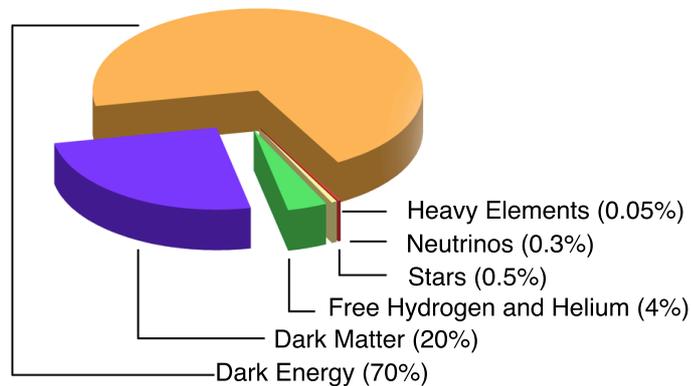


Abbildung D.1: Abgeschätzte Verteilung von Dunkler Materie und Dunkler Energie im Universum, dabei machen Sterne und Gas nur einen kleinen Anteil der Energie aus, während die Dunkle Materie dominant ist. Nach Hinshaw et al. (2009)

- Röntgenbeobachtungen von Galaxien und Galaxienhaufen. Dabei zeigt sich heißes Gas, das nicht durch die Masse der leuchtenden Materie an das Gesamtsystem gebunden sein kann.
- CMB (*Cosmic Microwave Background*) Messungen (Hinshaw et al., 2009).

Die Argumente für Dunkle Materie von der theoretischen Seite sind:

- Strukturbildung erfolgt in einem rein baryonischen Universum zu spät.
- Die meisten Inflationsmodelle sagen Dunkle Materie voraus

Diese Dunkle Materie macht fast 90% der Materie in unserem Universum aus, spiegelt jedoch nur einen Bruchteil der Energie im Universum wider (Abbildung D.1).

Vermutungen und Beobachtungen legen weiters nahe, dass der Großteil der dunklen Materie nicht-baryonisch ist und nur ein kleiner Teil davon baryonisch (Blumenthal et al., 1984), siehe auch im Kapitel "Einleitung". Im Laufe der Zeit wurden für die nicht-baryonische Materie verschiedene Kategorien postuliert, nach Del Popolo (2007):

- HDM: (*Hot Dark Matter*) bestehend aus nicht-baryonischen Teilchen die sich ultrarelativistisch bewegen.
- WDM: (*Warm Dark Matter*) nicht-baryonische Teilchen die sich relativistisch bewegen.
- CDM: (*Cold Dark Matter*) nicht-baryonischen Teilchen die sich nicht-relativistisch bewegen.

Auf die Natur von Dunkler Materie soll aber nicht weiter eingegangen werden, weil diese noch gänzlich unbekannt ist und erdgebundene Experimente am Laufen oder in der Entstehung sind. Einzig wichtig im Zuge dieser Diplomarbeit ist, dass man die Dunkle Materie Teilchen ähnlich den leuchtenden Materieteilchen behandeln kann, sprich als baryonische Materie, unabhängig von der wirklichen Natur der Teilchen, da sie sich wie baryonische Materie gravitativ bemerkbar macht.

D.2 Λ CDM

Bedeutung haben in letzter Zeit die CDM-Modelle erhalten, da diese eine hierarchische Strukturbildung erlauben und somit das Konkordanzmodell der Kosmologie gebildet werden kann. Die Millennium-Simulation stellt dabei ein sogenanntes Λ CDM-Modell dar. Λ bezieht sich dabei auf die kosmologische Konstante, die in den Feldgleichungen der allgemeinen Relativitätstheorie vorkommt. Die Feldgleichungen lassen sich als

$$G_{\mu\nu} + \Lambda g_{\mu\nu} = \frac{8\pi G}{c^4} T_{\mu\nu} \quad (\text{D.1})$$

G	Gravitationskonstante
$G_{\mu\nu}$	Einstein-Tensor
$g_{\mu\nu}$	Metrik
$T_{\mu\nu}$	Energie-Impuls-Tensor
c	Lichtgeschwindigkeit
Λ	kosmologische Konstante

schreiben. Im Kontext der Kosmologie wird das Λ gerne als Term benutzt der die Dunkle Energie im Universum darstellt. Dunkle Energie ist dabei eine bis jetzt unverstandene Kraft, die entgegen der Gravitation wirkt und momentan zu einer beschleunigten Ausdehnung des Universums führt. Das Λ CDM-Modell benutzt dabei die Friedmann-Lemaître-Robertson-Walker Metrik. Annahmen hierfür sind räumliche Homogenität und Isotropie.

$$-c^2 d\tau^2 = -c^2 dt^2 + a(t)^2 \left(\frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2 d\Theta^2 + r^2 \sin^2 \Theta d\Phi^2 \right). \quad (\text{D.2})$$

$a(t)$	Skalenfaktor
k	Krümmungsparameter
r, Θ, Φ	Koordinaten

Im Kontext der allgemeinen Relativität lassen sich unter Zuhilfenahme der Metrik die Friedmanngleichungen aufschreiben.

$$\dot{a}^2 = \frac{8\pi G\rho}{3} a^2 + \frac{\Lambda}{3} a^2 - k \quad (\text{D.3})$$

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3} (\rho + 3p) + \frac{\Lambda}{3} \quad (\text{D.4})$$

ρ	Energiedichte
p	Druck

Diese Gleichungen beschreiben den theoretischen Hintergrund für die Entwicklung des Universums. Im Weiteren wird noch eine Zustandsgleichung benötigt. Kennt man die Zustandsgleichung des Universums, kann man eine Lösung der Friedmanngleichungen finden. Diese Lösung kann man dann mit der Energiedichte der Materie und der Dunklen Energie ausdrücken. Abhängig von den gewählten Werten, entscheidet sich ob das Universum kontrahiert oder expandiert. Die Energiedichte der Materie kann wiederum aufgespalten werden in die Energiedichte der baryonischen Materie und in

die der Dunklen Materie. Im Λ CDM-Modell ist dabei die Dunkle Materie kinematisch kalt, was bedeutet, dass die Geschwindigkeit dieser Teilchen sehr viel kleiner ist als die der Lichtgeschwindigkeit. Auch ist die Dunkle Materie, wie im Kapitel vorher erwähnt, nicht-baryonisch, dissipationsfrei und stoßfrei.

Unter Verwendung heute bereits gemessener Werte, wie etwa der Hubble-Konstante, sowie einigen Abschätzungen der Anfangsbedingungen, können somit numerische Modelle gerechnet werden, die unser grundlegendes Verständnis des Kosmos verbessern können. Wichtig sind die Erkenntnisse auf dem Gebiet der Galaxienevolution und Galaxienbildung, sowie für die Untersuchung der Strukturbildung generell.

D.3 Strukturbildung im Universum

Die Strukturbildung im Universum lässt sich mittels aufeinanderfolgender Ereignisse darstellen. Ein kurzer Abriss nach Del Popolo (2007):

1. Der Ursprung von Quantenfluktuationen liegt in der Planck-Epoche des Universums.
2. Die Fluktuationen wachsen linear an, bis zum Zeitpunkt der Rekombination.
3. Die Störungen wachsen dann je nach verwendetem Dunkle Materie Modell an. Dabei unterscheidet man ein *top down scenario* für ein HDM-Modell von einem *bottom up scenario* (hierarchisch) für CDM-Modelle. Dieser Abschnitt dauert bis zur nicht-linearen Phase an.
4. Erst nach diesem Stadium findet der Kollaps und die Strukturbildung statt und es entstehen Galaxien.

Um die Strukturbildung in einem modernen Kontext der Astronomie zu simulieren, gibt es zwei unterschiedliche Herangehensweisen (nach Okamoto, 2008).

- Semi-analytische Modelle: Diese Art der Modellierung setzt sich wiederum aus verschiedenen Abschnitten zusammen, die alle genau beachtet werden müssen.
 1. Die Dunkle Materie Wechselwirkungsgeschichte: Die Geschichte kann wiederum auf zwei unterschiedliche Arten ermittelt werden. Eine Methode ist dabei die Monte-Carlo Simulation und die andere, mittlerweile häufiger benutzt, die Ermittlung der Wechselwirkungsgeschichte aus N-Körper Rechnungen, wie etwa der Millennium-Simulation.
 2. Der Kühlung von Gas: Dabei wird angenommen, dass bei der Bildung von Dunkle Materie Halos das Gas aufgeheizt wird. Danach muss es kühlen damit weitere Prozesse stattfinden können. Die Kühlung geschieht dabei innerhalb einer Kühlzeit und das Gas sinkt währenddessen in das Zentrum der Galaxie.
 3. Die Sternentstehung: Diese hängt von der Menge des vorher gekühlten Gases, sowie von der Sternentstehungszeitskala (die von System zu System variiert) ab.

4. Die Wechselwirkung von Galaxien: Bei einer Wechselwirkung wird meist Sternentstehung induziert und die Morphologie der Galaxie kann sich entscheidend verändern.
 5. Das Feedback: Was zumeist als *feedback* bezeichnet wird ist das Auswerfen von kaltem Gas aus der Scheibe durch Supernova Winde. Dabei kann das aufgeheizte Gas in das heiße Halo getragen werden und muss dann wiederum kühlen. In anderen Fällen kann das Gas aber auch so weit aus dem Halo geschleudert werden, dass es nicht mehr kühlen kann und für die Galaxie verloren ist. Jedoch kann als *feedback* zusätzlich AGN-Aktivität eingebaut werden, die die Strukturbildung beeinflusst (Croton et al., 2006 und Bower et al., 2006).
 6. Die Chemische Entwicklung: Sie ist in vielerlei Hinsicht wichtig, da sie die Kühlrate, die Helligkeit, die Farbe und die optische Tiefe beeinflusst. Somit spielt sie beim Vergleich mit den Beobachtungen eine bedeutende Rolle.
- Gasdynamische Modelle: Bei dieser Methode greift man auf die Gleichungen der Gasdynamik zurück und kann so, im Gegensatz zur semi-analytischen Methode, eine Gasdichte berechnen und nicht nur annehmen. Dabei unterscheidet man grundsätzlich zwei praktisch verwendete Herangehensweisen:
 1. Teilchenbasierende Technik in einem Lagrange'schen Bezugssystem:
In diesem Fall wird *smoothed particle hydrodynamics*, kurz SPH, verwendet. Dieses System hat den Vorteil, dass man dem Kollaps von Gaswolken sehr gut folgen kann.
 2. Gitter-basierende Methoden im Euler Schema.

In beide Modelle fließen ähnlich wie bei den semi-analytischen Modellen die Sternentstehung und das *feedback* ein.

Anhang E

Referenzkatalog der selbstkonsistenten Rechnungen

Modell R2

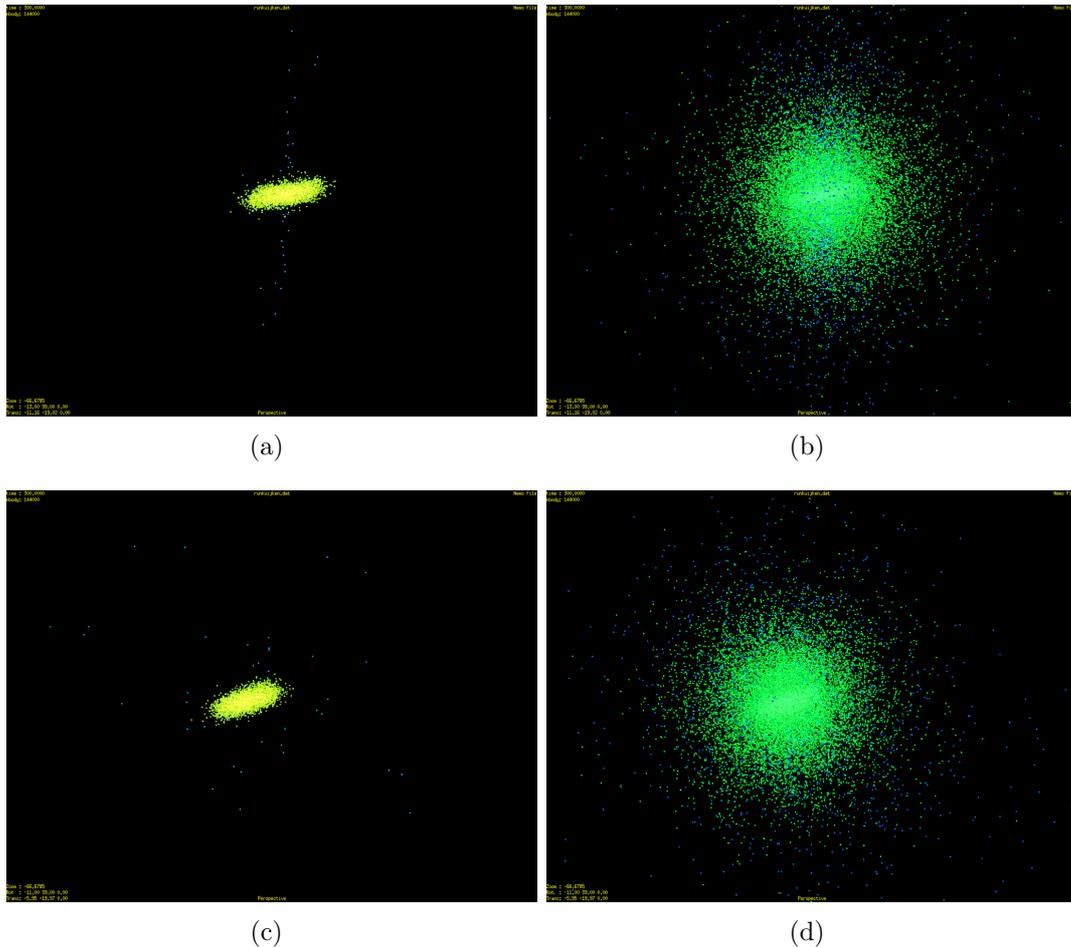


Abbildung E.1: Modell R2 bei 300 Zeiteinheiten. (a) *edge-on* der Scheibe der Zentralgalaxie und des polaren Rings. (b) *edge-on* der Scheibe der Zentralgalaxie mit Haloteilchen und der übergeströmten Haloteilchen der Spendergalaxie (c) *edge-on* der Scheibe der Zentralgalaxie und *face-on* des polaren Rings. (d) *edge-on* der Scheibe der Zentralgalaxie mit Haloteilchen und *face-on* der übergeströmten Haloteilchen der Spendergalaxie.

Modell D1

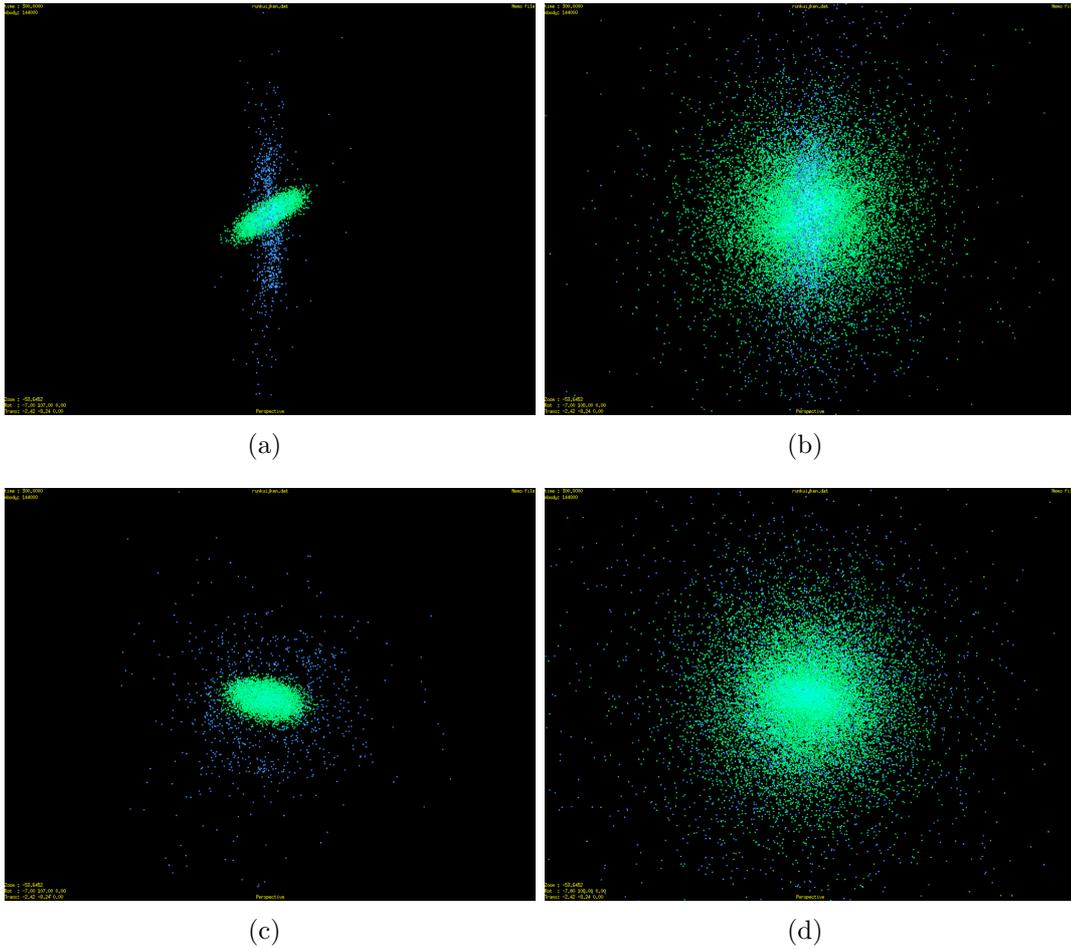


Abbildung E.2: Modell D1 bei 300 Zeiteinheiten. (a) *edge-on* der Scheibe der Zentralgalaxie und der polaren Scheibe. (b) *edge-on* der Scheibe der Zentralgalaxie mit Haloteilchen und der übergeströmten Haloteilchen der Spendergalaxie (c) *edge-on* der Scheibe der Zentralgalaxie und *face-on* der polaren Scheibe. (d) *edge-on* der Scheibe der Zentralgalaxie mit Haloteilchen und *face-on* der übergeströmten Haloteilchen der Spendergalaxie.

Modell D2

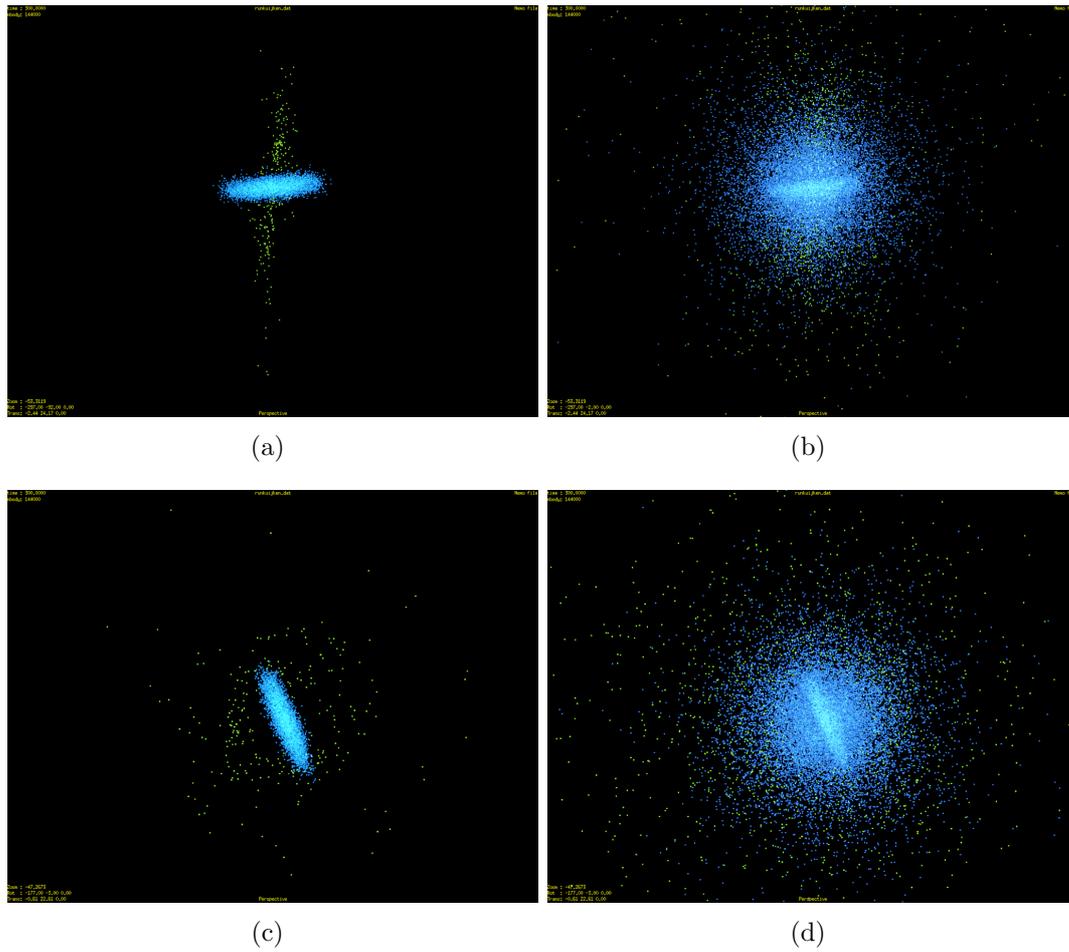


Abbildung E.3: Modell D2 bei 300 Zeiteinheiten. (a) *edge-on* der Scheibe der Zentralgalaxie und der polaren Scheibe. (b) *edge-on* der Scheibe der Zentralgalaxie mit Haloteilchen und der übergeströmten Haloteilchen der Spendergalaxie (c) *edge-on* der Scheibe der Zentralgalaxie und *face-on* der polaren Scheibe. (d) *edge-on* der Scheibe der Zentralgalaxie mit Haloteilchen und *face-on* der übergeströmten Haloteilchen der Spendergalaxie.

Kurzfassung und Lebenslauf

Kurzfassung

Diese Diplomarbeit beschäftigt sich mit der Modellierung von *Polar Ring/Disk* Galaxien, siehe Whitmore et al. (1990) und Rubin (1994). Dabei handelt es sich um ein System aus zwei Komponenten (Zentralgalaxie und Ring, beziehungsweise Scheibe) mit senkrecht aufeinander stehenden Drehimpulsvektoren. Zur Entstehung dieser selten vorkommenden Systeme gibt es derzeit vier unterschiedliche Theorien, siehe Combes (2006). Ziel dieser Arbeit ist es das so genannte Akkretionsszenario (Schweizer et al., 1983) näher zu untersuchen und zu überprüfen. Dieses Szenario besteht im Wesentlichen darin, dass Material von einer Spendergalaxie auf eine Zentralgalaxie überströmt und sich daraus ein stabiler, senkrecht auf die Zentralgalaxie stehender Ring bilden kann.

Zuerst wurden hierfür Anfangsbedingungen für eine Galaxienwechselwirkung aus der Millennium-Simulation extrahiert. Die Millennium-Simulation ist eine kosmologische Simulation erstellt vom VIRGO-Konsortium und beschreibt die Strukturbildung in einem Λ CDM-Modell (Springel et al., 2005). In einem weiteren Schritt wurden die Daten aufgearbeitet und Verteilungsfunktionen erstellt, die eine ausgedehnte Parameterstudie zulassen, zum Zweck einer einfachen Statistik. Die Parameterstudie selbst wurde mit Hilfe eines in MINGA (Theis, 1999) integrierten *restricted n-body* Programms durchgeführt. Die Analyse auf eine Ringstruktur geschah mittels Fortran-Programmen und *shell*-Skripten. Den Kern der Analyse bildete eine Ebenenanpassung der Komponenten mit entsprechender Fehleranalyse. Somit konnte eindeutig bestimmt werden, ob die Wechselwirkung zu einer polaren Struktur führt. Durch eine visuelle Überprüfung wurde dann im Weiteren zwischen polarem Ring und polarer Scheibe unterschieden.

Aufbauend auf die Parameterstudie wurden selbstkonsistente Rechnungen unter Zuhilfenahme von NEMO-(Teuben, 1995), KD95-(Kuijken & Dubinski, 1995) und *GyrfalCON*-(Dehnen, 2000) erstellt. Dies geschah einerseits, um die Ergebnisse der *restricted n-body* Methode zu überprüfen, andererseits um Details einer *Polar Ring* Galaxie und einer *Polar Disk* Galaxie näher zu untersuchen.

Aus der Millennium-Simulation konnten dabei die Geschwindigkeiten und das Verhältnis von Haloradius zu Masse ausgedrückt werden. Andere Parameter mussten der Literatur entnommen werden, da es einige Widersprüche (*missing satellites*) zwischen Λ CDM-Modellen und Beobachtungen gibt (Strigari et al., 2007). Daraus konnte durch einfache Überlegungen eine Häufigkeit von *Polar Ring/Disk* Galaxien ermittelt werden. Das Resultat besagt, dass 1.5% der S0-Galaxien eine polare Komponente besitzen. Dies stimmt mit der Statistik aus Whitmore et al. (1990) überein und kann deshalb die beobachtete Häufigkeit von *Polar Ring/Disk* Galaxien sehr gut erklären.

Bezüglich der globalen Parameter konnte eindeutig festgestellt werden, dass die In-

klination eine entscheidende Rolle in der Entstehung spielt. Es hat sich dabei ein linearer Zusammenhang zwischen Inklination der Scheiben vor der Wechselwirkung mit dem Winkel der Komponenten im daraus resultierenden Objekt gezeigt. Des Weiteren konnte ein eindeutiger aber wohl bekannter Unterschied zwischen retrograden und prograden Begegnungen festgestellt werden. Andere Parameter hingegen, wie Masse und Haloradius, zeigten keine weiteren Korrelationen mit anderen Parametern der Simulationen. Für den Scheibenradius konnte festgestellt werden, dass dieser die normale stellare Scheibe übertrifft. Dies führt zu dem Schluss, dass im Akkretionsszenario das Material aus der Gasscheibe bezogen wird. Dieses Ergebnis deckt sich sehr gut mit den Ergebnissen von Bournaud & Combes (2003).

In einem weiteren Schritt wurden die polaren Scheiben und polaren Ringen getrennt behandelt. Dabei zeigte sich im Parameterraum kein besonderer Zusammenhang. Lediglich in der Exzentrizität des Orbits konnte ein Unterschied festgestellt werden. So hat sich gezeigt, dass sich polare Ringe eher auf elliptischen Orbits einstellen, während polare Scheiben eher auf parabolischen Orbits entstehen. Dies hat auch direkte Implikationen auf die Wahrscheinlichkeit einer zweiten Begegnung und somit einer Suche nach möglichen Spendergalaxien.

Zum Abschluss dieser Arbeit wurden selbstkonsistente Rechnungen auf Basis der gefundenen *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien durchgeführt, um die vorangegangenen Untersuchungen zu stützen. Hierbei zeigte sich, dass die Erzeugung von *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien sehr schwierig ist. Der Grund hierfür ist, dass die stellare Scheibe limitiert wird durch die Stabilität der selbstkonsistenten Modelle und somit keine Gasscheibe gerechnet werden kann, aus der sich der eigentliche Ring bildet. Somit stützt die selbstkonsistente Simulation die Vermutung der Parameterstudie, dass es sich bei dem überströmenden Material um Teilchen aus den äußeren Bereichen der Gasscheibe handelt.

Aus den 34 selbstkonsistenten Rechnungen konnten dennoch auch einige Eigenschaften extrahiert werden. So zeigten die *Polar Ring* Galaxien keinen stellaren Überstrom. Der einzige Überstrom erfolgte im Dunkle Materie Halo und schien von eher "diffuser" Natur zu sein. Die *Polar Disk* Galaxien hingegen zeigten in allen Fällen eine Störung in Form von Gezeitenarmen und einen starken Überstrom im Dunkle Materie Halo. Bei zwei *Polar Disk* Galaxien konnte aber auch ein stellarer Überstrom beobachtet werden. Dieser zeigte dann im Speziellen einen *warp* der Scheibe. Die polare Scheibe selbst war dabei filamentartig um die Zentralgalaxie gelegen und bildete die beobachteten Substrukturen (Doppelringe, Spiralarme).

Im Vergleich zu anderen Studien erwies sich das Akkretionsszenario als sehr robust und kann auch die Häufigkeiten und Eigenschaften von *Polar Ring* Galaxien und *Polar Disk* Galaxien sehr gut reproduzieren.

Curriculum vitae



Personal data

Harald Leibinger

Aßmayergasse 6/17
1120 Wien

Tel.: +0043 (0) 699 / 81810773

e-mail: leibinger@astro.univie.ac.at

Born **06.04.1981** in Grieskirchen

Education

1987 – 1991	Elementary school, Ried im Innkreis
1991 – 1996	BG Ried im Innkreis
1996 – 1999	BORG Ried im Innkreis
23.6.1999	Final school exams
1999 – 2000	Military service, Schwarzenbergkaserne Salzburg
2000 – today	Astronomy Diploma study at the University of Vienna
2007	Starting diploma thesis <i>The structure of polar ring galaxies</i>

Further Experience

Tutor at the University of Vienna, Institute of Journalism and Communications

Former Member of UTV (University- Television), University of Vienna, Institute of Journalism and Communications

Summer school: Galactic Dynamics, University of Vienna, Institute of Astronomy

Languages

German (native), English