

Université de Montréal

Distribution de la matière dans les galaxies de l'échantillon SINGS

par

Marie-Hélène Nicol

Département de physique

Faculté des arts et des sciences

Mémoire présenté à la Faculté des études supérieures
en vue de l'obtention du grade de
Maître ès sciences (M.Sc.)
en physique

Juin, 2005

©Marie-Hélène Nicol, 2005



QC

3

U54

2005

v. 024

Q

Q



Direction des bibliothèques

AVIS

L'auteur a autorisé l'Université de Montréal à reproduire et diffuser, en totalité ou en partie, par quelque moyen que ce soit et sur quelque support que ce soit, et exclusivement à des fins non lucratives d'enseignement et de recherche, des copies de ce mémoire ou de cette thèse.

L'auteur et les coauteurs le cas échéant conservent la propriété du droit d'auteur et des droits moraux qui protègent ce document. Ni la thèse ou le mémoire, ni des extraits substantiels de ce document, ne doivent être imprimés ou autrement reproduits sans l'autorisation de l'auteur.

Afin de se conformer à la Loi canadienne sur la protection des renseignements personnels, quelques formulaires secondaires, coordonnées ou signatures intégrées au texte ont pu être enlevés de ce document. Bien que cela ait pu affecter la pagination, il n'y a aucun contenu manquant.

NOTICE

The author of this thesis or dissertation has granted a nonexclusive license allowing Université de Montréal to reproduce and publish the document, in part or in whole, and in any format, solely for noncommercial educational and research purposes.

The author and co-authors if applicable retain copyright ownership and moral rights in this document. Neither the whole thesis or dissertation, nor substantial extracts from it, may be printed or otherwise reproduced without the author's permission.

In compliance with the Canadian Privacy Act some supporting forms, contact information or signatures may have been removed from the document. While this may affect the document page count, it does not represent any loss of content from the document.

Université de Montréal
Faculté des études supérieures

Ce mémoire intitulé:

Distribution de la matière dans les galaxies de l'échantillon SINGS

présenté par:

Marie-Hélène Nicol

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes:

Gilles Fontaine, président-rapporteur
Claude Carignan, directeur de recherche
Paul Charboneau, membre du jury

Mémoire accepté le:

25/07/05

Sommaire

Ce mémoire consiste en l'étude de la distribution de masse d'un échantillon de dix galaxies proches. L'échantillon étudié est un sous-échantillon de galaxies appartenant au projet SINGS (Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey). L'étude de la distribution de masse est réalisée, d'une part, grâce à l'observation du décalage Doppler de la raie $H\alpha$. Ce phénomène permet d'obtenir, pour chacune des galaxies de l'échantillon, un champ de vitesse duquel une courbe de rotation optique est dérivée. Ces courbes optiques ainsi que les paramètres cinématiques de chacune des galaxies de l'échantillon sont d'abord présentés. Par la suite l'étude vise à caractériser les halos de matière sombre entourant ces galaxies. Les paramètres fondamentaux tels que : profil de densité, rayon de coeur r_c et densité centrale du halo ρ_o ainsi que le rapport masse luminosité $(M/L)_\star$ du disque seront déterminés. Pour ce faire, les données optiques ($H\alpha$) à haute résolution spatiale prises dans le cadre du projet SINGS seront utilisées. Ces données seront ensuite insérées dans trois modèles de masse différents. Le premier modèle propose un halo ayant une densité très piquée au centre comme le prédisent les simulations cosmologiques. Le second modèle propose une densité centrale plus plate, comme celle de la sphère pseudo-isotherme qui est observée dans les galaxies spirales, dans plusieurs galaxies naines et dans les galaxies à faible brillance de surface. Le troisième modèle est celui dans lequel le paramètre de la pente interne du halo sombre demeure libre. Pour deux galaxies de l'échantillon, les données radio HI à haute sensibilité qui ont déjà été prises à Westerbork dans le cadre du projet WHISP ou au VLA, sont combinées aux données optiques $H\alpha$. Les trois modèles de masse y sont aussi appliqués. La courbe de rotation optimale pour chaque modèle a été calculée. Suite à cette étude, il est possible de conclure que le modèle de la sphère pseudo-isotherme convient le mieux aux galaxies de l'échantillon.

Mots clés: Matière sombre, galaxies, cinématique, courbes de rotation, modèle de masse.

Abstract

The purpose of this thesis is the study of the mass distribution for a sample of ten nearby galaxies with different morphological type. The selected sample is a subsample of galaxies belonging to SINGS (Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey). The Doppler effect on the $H\alpha$ line is used to study the mass distribution in the galaxies. This phenomenon allows us to get a velocity field from which an optical rotation curve is extracted. High-resolution $H\alpha$ data from the SINGS survey have been used. In the first part of this thesis, the optical rotation curves and the kinematical parameters for each galaxy are presented. In the second part, the study of the mass distribution is done for each galaxy. The fundamental parameters such as the density profile, core radius r_c , halo central density ρ_o and the mass-to-luminosity ratio for the disk $(M/L)_\star$ have been derived. The goal of the study is to determine accurately the inner slope of the rotation curves which strongly constrains the parameters of the mass models. For two galaxies of the sample, high-resolution optical data were combined to low resolution HI data from the WHISP survey or VLA data. Three different mass models have been obtained for all the sample. The first model proposes a cusp core (NFW halo profile) predicted by the N-body simulations in a CDM Universe. The second model is the pseudo-isothermal sphere profile which is much flatter in the center. This second density profile is observed in spirals, dwarfs and Low Surface Brightness (LSB) galaxies. In the third model, the inner slope of the density halo profile is left as a free parameter. A best fit model has been obtained for each mass model. The results show that the pseudo-isothermal sphere provides the best halo profile.

Key words: Dark matter, galaxies, rotation curves, mass models, kinematic.

Remerciements

J'aimerais remercier mon directeur Claude Carignan pour son soutien ainsi que toute mon équipe. Merci à Olivier Hernandez pour m'avoir montré la réduction de données, à Olivier Daigle pour sa patience infinie devant mes questions sur IDL, à Laurent "ça griche" Chemin pour sa bonne humeur, ses taquineries et ses grimaces. Merci à Marie-Maude de Denus Baillargeon pour les petits gâteaux au club et les fous rires à Mégantic et à Damien Naudet pour être un gentleman aussi extraordinaire. Merci aussi à Sébastien Blais-Ouellette et Olivia Garrido pour les discussions sur les modèles de masse et les conseils précieux. Merci à Bernard Malenfant pour son agréable compagnie lors des missions d'observation.

Merci à mes chers camarades André-Nicolas Chené (pour les rigolades et les discussions de bureau) et Olivier Schnurr pour son ralâge éternel et inconditionnel!

Merci à ma grande amie Émilie Calvert pour sa patience et d'avoir accepté de passer en second, après mes études. Merci d'être mon irremplaçable confidente.

Merci à Frédérick Tremblay pour les poses cigarette qui font plus de bien par les jasettes qu'on pique que par les cigarettes qu'on fume!!! Merci à Valérie Carter pour les très appréciées petites bouffes du mercredi et à ma colocataire Julia Cantarini pour m'avoir laissé monopoliser la table de cuisine en bureau de travail.

Merci à ma mère pour son soutien et son dévouement incommensurable . Merci à mon père pour son sens critique et sa curiosité envers la vie qu'il a su me transmettre. Merci à vous deux de votre amour et de vos encouragements envers le chemin que j'ai choisi.

Merci aussi à mon frère Jean-Sébastien et à ma belle soeur et amie Marie-Claude pour avoir essayé de comprendre c'est quoi au juste la matière sombre???

Table des matières

Sommaire	i
Abstract	ii
Remerciements	iii
Table des matières	iv
Liste des figures	vi
Liste des tableaux	ix
Liste des sigles	x
Liste des sigles (suite)	xi
Liste des symboles	xii
Chapitre 1: Introduction	1
1 Introduction	1
1.1 La cinématique des galaxies	4
1.1.1 Le sondage SINGS	5
1.1.2 SINGS et la cinématique $H\alpha$	5
1.1.3 Les instruments	6
1.2 Les modèles de masse	11
1.2.1 Les composantes visibles	11
1.2.2 La composante sombre	12
1.2.3 Le halo sombre: la problématique.	12
1.2.4 L'échantillon	15
1.3 L'étude	15
1.3.1 Réduction des données $H\alpha$	17
1.3.2 Courbes de rotation en $H\alpha$ et courbes hybrides	18

Chapitre 2: Distribution de la matière	26
2 Les modèles de masse	27
2.1 Introduction	29
2.2 Sample and Observations	30
2.3 Data reduction: Derivation of the optical rotation curves	30
2.3.1 Results: The $H\alpha$ rotation curves	32
2.4 Mass modelling	35
2.4.1 The Stellar Disk	35
2.4.2 The Gaseous Disk	35
2.4.3 The Dark Halo	35
2.4.4 The results: Mass models for $H\alpha$ rotation curves	37
2.5 Hybrid $H\alpha+HI$ Mass Modelling	49
2.6 Discussion	52
2.7 Halo parameters' trends	57
2.8 Conclusion	60
Conclusion	61
Bibliographie	63

Liste des figures

1.1	Schéma de montage d'un interféromètre de Fabry-Pérot à balayage (illustration d'après: www.astro.umontreal.ca/fantomm)	8
1.2	Graphique de la distribution d'intensité d'une source monochromatique passant dans un interféromètre de FP pour différentes finesses.	8
1.3	Schéma de la bande passante du filtre interférentiel et de l'interféromètre FP (Amram1991).	9
1.4	Profil d'une raie d'émission sur un pixel créé par la somme des canaux.	10
1.5	Profils de densité pour trois modèles différents. NFW dans lequel $\alpha=1$, $\beta=3$ et $\gamma=1$ (trait plein noir), Moore dans lequel $\alpha=1.5$, $\beta=3$ et $\gamma=1.5$ (trait long bleu) et la sphère pseudo-isotherme dans lequel $\alpha=2$, $\beta=3$ et $\gamma=0$ (pointillé rouge) .	13
1.6	Courbe de rotation $H\alpha$ (OMM) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 628	21
1.7	Courbe de rotation $H\alpha$ (OMM) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 2976	21
1.8	Courbe de rotation $H\alpha$ (OMM) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 3031	22
1.9	Courbe de rotation $H\alpha$ (OMM) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 3184	22
1.10	Courbe de rotation $H\alpha$ (OMM) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 3521	23
1.11	Courbe de rotation $H\alpha$ (ESO/La Silla) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 3621	23
1.12	Courbe de rotation $H\alpha$ (OMM) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 3938	24
1.13	Courbe de rotation $H\alpha$ (noir) (CFHT) et $H\text{I}$ (rouge) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 4625	24
1.14	Courbe de rotation $H\alpha$ (noir) (OMM) et $H\text{I}$ (rouge) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 5055	25
1.15	Courbe de rotation $H\alpha$ (noir) (OMM) et $H\text{I}$ (rouge) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 5194	25
2.1	$H\alpha$ rotation curves derived with the tilted-ring model of GIPSY for the subsample of ten galaxies. The kinematical parameters of Table 1 were use to derive the curves. For NGC 3938 the photometric inclination was taken, see §2.6. For NGC 4625 and NGC 5055 the $H\text{I}$ RC (red) is also plotted	34

2.2	<i>Density halo profile for pseudo-isothermal sphere (dots), NFW (solid line) and Moore (long dash)</i>	36
2.3	<i>Different mass distributions for NGC 628. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW</i>	38
2.4	<i>Different mass distributions for NGC 2976. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW</i>	39
2.5	<i>Different mass distributions for NGC 3031. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW</i>	40
2.6	<i>Different mass distributions for NGC 3184. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW</i>	41
2.7	<i>Different mass distributions for NGC 3521. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW</i>	42
2.8	<i>Different mass distributions for NGC 3621. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW</i>	43
2.9	<i>Different mass distributions for NGC 3938. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW</i>	44
2.10	<i>Different mass distributions for NGC 4625. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW</i>	45
2.11	<i>Different mass distributions for NGC 5055. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW</i>	46
2.12	<i>Different mass distributions for NGC 5194. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW</i>	47
2.13	<i>Different mass distribution for NGC 4625 hybrid $H\alpha+HI$ curve. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW</i>	50
2.14	<i>Different mass distribution for NGC 5055 hybrid $H\alpha+HI$ curve. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW</i>	51
2.15	<i>Mass-to-luminosity ratio (M/L_B)\star predicted vs our values for different models. Gamma free (left), pseudo-isothermal (middle) and NFW (right). The solid line represents the average value predicted. Values for NGC 4625 and NGC 5055 come from the hybrid curves models. NGC 5194 is not included since it is in interaction.</i>	54
2.16	<i>Central density ρ_0 vs characteristic radius r_0 for different models. Gamma free (left), pseudo-isothermal (middle) and NFW (right). For the pseudo-isothermal model, the solid line represents the relation obtained by Kormendy & Freeman (2004)</i>	58
2.17	<i>Characteristic radius r_0 vs absolute magnitude M_B for different models. Gamma free (left), pseudo-isothermal (middle) and NFW (right). For the pseudo-isothermal model, the solid line represents the relation obtained by Kormendy & Freeman (2004)</i>	58

- 2.18 *Central density ρ_0 vs absolute magnitude M_B for different models. Gamma free (left), pseudo-isothermal (middle) and NFW (right). For the pseudo-isothermal model, the solid line represents the relation obtained by Kormendy & Freeman (2004)* 59
- 2.19 *Mass-to-luminosity ratio $(M/L_B)_\star$ vs absolute magnitude M_B for different models. Gamma free (left), pseudo-isothermal (middle) and NFW (right).* 59

Liste des tableaux

1.1	<i>Caractéristiques de l'échantillon</i>	16
1.2	<i>Paramètres cinématiques de l'échantillon</i>	20
1.3	<i>Références utilisées pour les données radio HI</i>	20
2.1	<i>Sample Properties</i>	31
2.2	<i>Reference used for the HI surface density profile</i>	36
2.3	<i>Halo parameters of the mass models using the Hα RC</i>	48
2.4	<i>Halo parameters for mass modelling with hybrid Hα+HI RC</i>	52
2.5	<i>Reference used to compare the mass-to-luminosity ratio (M/L_B)</i>	53

Liste des sigles

Sigle	Définition
2MASS	2 Micron All Sky Survey
ADHOC	Analyse et Dépouillement Homogène des Observations Cigale
BIMA	Berkeley Illinois Maryland Association
CCD	Charge Coupled Devices
CDM	Cold Dark Matter
CFHT	Canada France Hawaii Telescope
CTIO	Cerro Tololo Inter-American Observatory
ESO	European Southern Observatory
FaNTOMM	Fabry-Perot de Nouvelle Technologie pour l'Observatoire du Mont Mégantic
GALEX	Galaxy Evolution Explorer
GIPSY	Groningen Image Processing System
HST	Hubble Space Telescope
IRAS	Infrared astronomical Satellite
ISO	Infrared space Observatory
IUE	International Ultraviolet Explorer
JCMT	James Clerk Maxwell Telescope
LSB	Low Surface Brightness
MOND	MOdified Newtonian Dynamics
NED	NASA/IPAC Extragalactic Database

Liste des sigles suite

Sigle	Définition
OMM	Observatoire du mont Mégantic
SINGS	Spitzer Nearby Galaxies Survey
SONG	Survey of CO Nearby Galaxies
UIT	Ultraviolet Imaging Telescope
VLA	Very Large Array
WDM	Warm Dark Matter
WHISP	Westerbork observations of neutral Hydrogen in Irregular and SPiral galaxies
WSRT	Westerbork Synthesis Radio Telescope

Liste des symboles

Symbole	Définition
ρ	Densité du halo sombre
ρ_0	Densité caractéristique du halo sombre
r	Rayon du halo sombre
r_c	Rayon de coeur (ou rayon caractéristique) du halo sombre
$(M/L)_\star$	Rapport masse luminosité du disque

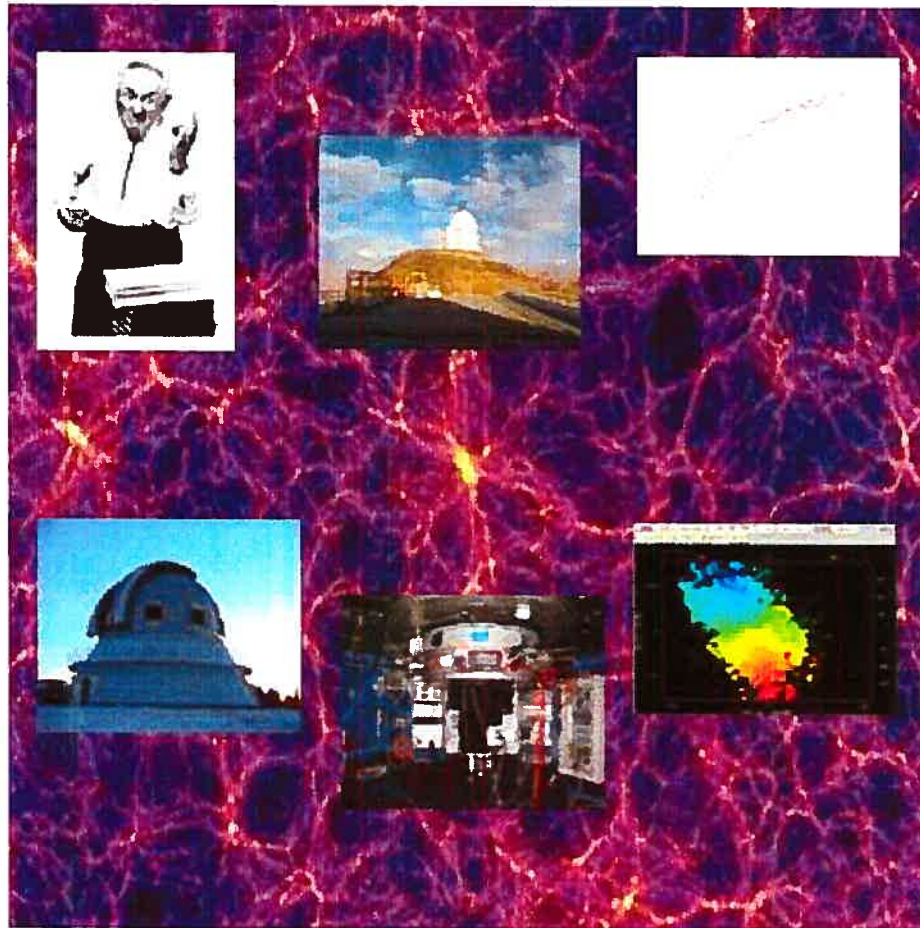
*There is no dark side of the moon really
matter of fact it's all dark.*

Eclipse, Pink Floyd

À Bruno
Mon étoile filante

Chapitre 1

Introduction



De gauche à droite, haut: Fritz Zwicky, le télescope 3.6m ESO/La Silla au Chili, courbe de rotation NGC 3621, bas: OMM, FaNTOMM à l'ESO, champs de vitesse NGC 3621.

On définit la matière sombre comme étant de la matière qui n'émet dans aucune bande du spectre électromagnétique et dont on ne ressent les effets que par interaction gravitationnelle. Retraçons brièvement les faits historiques qui ont conduit à la création et à l'acceptation de ce concept qui, encore aujourd'hui, demeure un des plus grands mystères de l'astrophysique moderne.

On doit le concept de matière sombre à un astrophysicien suisse du nom de Fritz Zwicky. Dans son fameux papier publié en 1933, il étudia le mouvement radial, par décalage Doppler, de 7 galaxies dans l'amas de Coma. Il s'aperçut que la dispersion des vitesses des galaxies de l'amas impliquait une masse beaucoup plus grande que la somme des masses visibles observées. En fait, pour retrouver la dispersion de vitesse observée, Zwicky affirma qu'il faudrait une masse 400 fois plus grande que celle observée. Il conclut que l'écart entre les valeurs est dû à la présence de matière sombre froide (Zwicky 1933). C'est ainsi que pour la première fois on entendit parler de matière sombre, concept plutôt innovant pour l'époque. Un résultat semblable fut obtenu quelques années plus tard dans l'amas de la Vierge. Sinclair Smith estima à l'époque que pour expliquer les vitesses observées dans cet amas, il faudrait une masse 200 fois supérieure à celle calculée à partir des observations optiques de Hubble (Smith 1936). Pour Smith ces résultats demeurèrent inexplicables, il ne fit qu'une brève référence aux conclusions de Zwicky sur la matière sombre. À l'époque, l'idée de la matière sombre ne fit pas son chemin. En conséquence, le problème de "masse manquante" dans les amas de galaxies resta un mystère durant de nombreuses années.

Une trentaine d'années plus tard, le problème de la masse manquante resurgit à plus petite échelle, celle des galaxies. En 1970, Freeman obtient un profil photométrique et radio (qui trace l'hydrogène neutre à $\lambda = 21$ cm, HI) pour la galaxie NGC 300. Il remarque que la courbe de rotation reste plate à grand rayon. Il conclut qu'il y a une grande quantité de la matière au delà du disque optique (Freeman 1970).

Quelques années plus tard Ostriker & Peebles (1973) démontrèrent à l'aide de simulations N corps que le disque des galaxies spirales doit comprendre un halo sphérique massif de matière inobservable pour être stable et que ce halo peut être aussi massif que le disque visible. Aussi, Ostriker et al. (1974), démontrèrent que le rapport masse/luminosité (M/L) des galaxies augmente avec le rayon et que ce manque de masse est assez grand pour avoir un impact cosmologique important. Ils démontrèrent que la quantité de matière sombre augmente avec la taille du système. Les résultats de Zwicky et de Smith pour les amas de galaxies avaient donc un sens si on tient compte de la matière sombre.

En 1975, Roberts et Whitehurst combinèrent des données photométriques à des mesures prises en HI pour ainsi sonder le gaz des galaxies à de plus grands rayons. Ils conclurent que

la masse dans les régions externes augmente avec le rayon mais que la luminosité optique, elle, n'augmente pas, c'est-à-dire qu'il n'y a pas de décroissance Képlérienne à grands rayons (Roberts & Whitehurst 1975).

Les astrophysiciens de l'époque commencèrent donc à s'intéresser de plus en plus à l'information contenue dans les régions externes des galaxies. Ce fut grâce à la technologie de nouveaux instruments comme les télescopes radio à ouverture de synthèse que l'on put prouver l'existence de la matière sombre dans les galaxies. En 1978, Bosma fit une étude de l'hydrogène neutre dans les galaxies spirales à l'aide du télescope à ouverture de synthèse WSRT (Bosma 1978). Ce type de télescope lui permit de sonder le gaz avec une meilleure résolution spatiale que le permettaient les télescopes radio simple (single dish). Bosma conclut que les courbes de rotation restent plates dans les parties les plus externes des galaxies. De plus, dans certains cas, les courbes tendent à augmenter dans ces régions. Les galaxies possèdent donc une grande quantité de masse à très grand rayon. Il proposa que les galaxies possèdent une grande quantité de matière sombre dans les régions extérieures. Il fit alors la connexion entre les résultats des simulations N corps de Ostriker et al. (1974) et les données observationnelles qu'il avait obtenues. Il réussit ainsi à persuader la communauté scientifique de la présence de matière sombre dans les galaxies.

Étant dorénavant convaincu de la présence de halo sombre dans les galaxies, van Albada et al. (1985) et Carignan & Freeman (1985) ont étudié quelle était la contribution de la matière stellaire dans les galaxies. Ils ont démontré que la contribution du disque stellaire dans les courbes de rotation peut seulement expliquer la partie interne des courbes de rotation observées, si on assume un rapport masse-luminosité (M/L) constant. Ils démontrèrent qu'à grand rayon, il y a une énorme différence entre les courbes de rotation observées et les courbes de rotation attendues par le disque stellaire. Cette observation est aussi confirmée par Begeman (1987) avec un échantillon de 8 galaxies spirales.

Toutes ces études nous ont démontré jusqu'à présent qu'il existe une grande quantité de matière sombre dans les galaxies spirales. Mais comment est-elle distribuée? Il y a présentement deux écoles de pensée en ce qui concerne la façon dont est distribuée la matière sombre dans les halos entourant les galaxies. D'un côté les modèles cosmologiques prédisent un profil de densité très piqué au centre. D'un autre côté, les observations semblent montrer que les profils sont plutôt plats au centre. Voilà où se situe la présente étude, dont le but premier est de déterminer quel profil de densité convient le mieux à un échantillon de dix galaxies spirales appartenant au grand échantillon SINGS (Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey).

1.1 La cinématique des galaxies

C'est le potentiel gravitationnel en chaque point de la galaxie qui détermine sa vitesse. En général, les galaxies possèdent un axe de symétrie et nous pouvons tracer la vitesse radiale d'un point en fonction de sa distance par rapport au centre de la galaxie. C'est ce que nous appelons courbe de rotation. Ces courbes sont très utiles à l'étude de la distribution de masse ainsi qu'à l'étude de la dynamique des galaxies.

Il existe principalement deux façons d'obtenir les vitesses radiales d'une galaxie. La première est par les observations radio qui sondent la raie à 21 cm provenant de l'hydrogène neutre (HI). Ceci permet d'obtenir les cartes de vitesse du gaz interstellaire neutre d'une galaxie. L'autre méthode est celle qui sonde la raie $H\alpha$ à 6562.8 \AA , il s'agit donc d'observations dans l'optique qui permettent de tracer les vitesses radiales d'une galaxie grâce au gaz ionisé qu'elles contiennent. Ces deux méthodes se complètent à merveille puisque le gaz neutre s'étend généralement, en rayon, beaucoup plus loin que le gaz ionisé. Les observations radio permettent, de leur côté, d'obtenir les vitesses du gaz dans les régions éloignées du centre de la galaxie, tandis que les observations optiques permettent d'obtenir une meilleure résolution spatiale dans les parties internes de la galaxie.

Bien que les courbes HI s'étendent plus loin en rayon que les courbes $H\alpha$, elles ne peuvent, à elles seules, bien caractériser les paramètres des halos sombres. On remarque souvent l'absence d'émission HI au centre de plusieurs galaxies, ce qui rend difficile la détermination exacte de la courbe de rotation dans ces endroits si critiques. De plus, la résolution spatiale obtenue des télescopes radio est typiquement de l'ordre de 15 à 30 secondes d'arc. Résolution trop grossière pour échantillonner correctement les vitesses centrales des galaxies. Il a été démontré par Blais-Ouellette et al. (1999) que la résolution spatiale des télescopes radio est insuffisante pour établir avec confiance la cinématique des parties internes des galaxies. Les observations radio produisent souvent un étalement du faisceau d'onde (beam smearing) dans les régions internes des courbes de rotation. Ces données à faible résolution spatiale peuvent modifier l'aspect de la partie interne de la courbe de rotation et ainsi nous induire en erreur sur l'aspect réel de la courbe. En fait, l'étalement du faisceau d'onde a pour effet de sous-estimer les vitesses radiales centrales. Par contre, les observations radio sont très utiles pour sonder le gaz à grand rayon puisque l'hydrogène neutre s'étend plus loin que le disque optique (spécialement dans les galaxies spirales tardives). À grand rayon, les courbes de rotation demeurent plates par la présence de matière sombre, la résolution des télescopes radio est donc suffisante dans les régions externes des galaxies.

Il n'en est pas de même pour les parties centrales ascendantes des courbes de rotation où il est nécessaire d'obtenir une résolution spatiale de l'ordre de quelques secondes d'arc

afin de bien déterminer les paramètres fondamentaux des halos sombres. Il a été démontré par Swaters (1999) que les deux premiers points de mesure sur la courbe de rotation influencent considérablement la répartition et la quantité de matière sombre des halos. Il est donc nécessaire d'obtenir des données cinématiques à haute résolution à l'aide, par exemple, d'un interféromètre Fabry-Pérot. Ces observations consistent à observer le décalage Doppler de la raie de Balmer α de l'hydrogène ionisé.

1.1.1 Le sondage SINGS

Le projet SINGS (Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey) vise à obtenir l'imagerie et la spectroscopie de 75 galaxies proches (i.e., situées à moins de 30 Mpc). Le but premier de ce projet est de caractériser l'émission infrarouge des galaxies. Ce projet permettra ainsi de comprendre les processus physique reliant la formation stellaire aux propriétés de la matière interstellaire contenue dans les galaxies proches (Kennicutt et al. 2003).

SINGS permettra d'obtenir la spectroscopie basse résolution pour l'échantillon de 75 galaxies ainsi que de la spectroscopie haute résolution des régions internes et de quelques régions cibles de ces galaxies. De plus, les images de SPITZER seront agrémentées d'une librairie complète multi longueur d'onde, provenant d'observation: radio (HI), CO, submillimétrique, BVRIJHK, $H\alpha$, $Pa\alpha$, ultraviolet et rayons X. En tout quelques 20 télescopes sont impliqués, dont celui du mont-Mégantic. Certains sont basés au sol comme le VLA, CTIO, JCMT et WSRT, et d'autres en orbite comme le HST, UIT, IUE, IRAS, ISO et Chandra. Le sondage infrarouge SPITZER sera donc complété par plusieurs autres sondages complémentaires tels que BIMA, SONG, GALEX, 2MASS et WHISP.

Le sondage SINGS offrira donc à la communauté scientifique un exceptionnel ensemble de données passant des longueurs d'onde radio aux rayons X et ce, pour des galaxies couvrant tous les types morphologiques, passant des types précoces à tardifs, c'est-à-dire des types E (Elliptique) à I0 (Irrégulière). Pour plus de détails concernant le projet SINGS le lecteur est invité à consulter le site web de SINGS: <http://sings.stsci.edu/>.

1.1.2 SINGS et la cinématique $H\alpha$

Pour compléter la base de données SINGS notre équipe (celle de Claude Carignan de l'Université de Montréal) en collaboration avec le Laboratoire d'Astrophysique de Marseille (LAM) a obtenu la cinématique $H\alpha$ des galaxies de cet échantillon. L'échantillon SINGS contient des galaxies de tous types morphologiques, y compris des galaxies précoces de type E à S0-Sa. Ces galaxies précoces ne contiennent pas de région de formation stellaire (région HII). Ainsi les

champs de vitesses pour seulement 58 des 75 galaxies pourront être obtenus. C'est en général à partir du type morphologique Sb qu'il est possible d'extraire la cinématique $H\alpha$ des galaxies. Sur les 58 galaxies potentiellement observables en $H\alpha$, 28 ont à présent été observées et leurs champs de vitesses extraits (Daigle et al. 2005). Sous peu, 30 autres galaxies de l'échantillon SINGS seront observées et feront l'objet de thèses futures.

L'obtention des champs de vitesses a été possible grâce à la caméra à comptage de photon FaNTOmM (voir la section 1.1.3: Les instruments) qui a été installée sur plusieurs télescopes. Les observations ont été faites durant les deux dernières années. Pour obtenir les champs de vitesses de ces 28 galaxies, il a fallu 8 missions d'observation au télescope de 1.6m de l'Observatoire du mont Mégantic (OMM), une au télescope de 3.6m au Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) en mars 2003 et une au télescope de 3.6m à La Silla de l'ESO au Chili en avril 2004. Pour plus de détails concernant les observations consulter Daigle et al. (2005).

1.1.3 Les instruments

Voici un bref aperçu de l'instrumentation utilisé dans le cadre du projet SINGS afin d'obtenir les champs de vitesses galactiques utilisés dans le cadre de ce mémoire. Plusieurs études, jusqu'à maintenant, ont obtenu des profils de vitesse $H\alpha$ à l'aide de spectrographes à longue fente. Ces instruments offrent une meilleure résolution que les télescopes radio à ouverture de synthèse. Typiquement, les spectrographes longue fente ont une résolution $\sim 2''$ au lieu de $30''$ pour ce qui est des télescopes radio. Les spectro longue fente ont donc l'avantage d'offrir des données qui souffrent beaucoup moins d'étalement du faisceau d'onde (beam smearing) que les données radio. Par contre, plusieurs problèmes sont associés à ce genre d'instrument. Par exemple, la fente est habituellement positionnée sur l'axe majeur en utilisant l'angle de position (PA) photométrique qui peut être différent de l'angle de position cinématique. Ceci entraîne une sous-estimation des vitesses (Daigle et al. 2005, Hernandez et al. 2005). De plus, des erreurs systématiques peuvent apparaître suite à l'utilisation des spectrographes longue fente comme, par exemple, l'effet de la largeur de la fente qui peut faire en sorte qu'on sous-estime la pente centrale des courbes de rotation (Swaters et al. 2003a).

Le plus grand avantage du Fabry-Pérot c'est qu'il nous permet d'obtenir des champs de vitesses 3D et de déterminer précisément l'axe majeur de la galaxie, ce que les observations longue fente ne permettent pas. C'est grâce à ce type d'instrument qu'il est possible de recueillir des champs de vitesses précis et ainsi extraire des courbes de rotation à haute résolution spatiale. On sait maintenant à quel point il est important d'obtenir des courbes de rotation à haute résolution dans les parties internes des galaxies, car ce sont les premiers points qui influencent sur l'aspect général de la courbe (Blais-Ouellette 2000).

L'interféromètre de Fabry-Pérot

L'interféromètre de Fabry-Pérot est généralement utilisé pour mesurer avec haute précision les longueurs d'onde et pour étudier les structures fines des spectres. Par effet Doppler, il nous permet d'établir les champs de vitesses de divers objets célestes. L'interféromètre de Fabry-Pérot (FP) consiste essentiellement en deux lames de verre parallèles dont l'intérieur est recouvert d'une couche de métal réfléchissant. Ces lames sont séparées par un médium à indice de réfraction plus faible, en occurrence de l'air. On peut faire varier l'espacement entre les plaques de l'interféromètre.

Habituellement, on place le FP dans un réducteur focal, entre la lentille collimatrice et la lentille focussante, comme le démontre la figure 1.1. On peut aussi voir sur cette figure le parcours optique d'un faisceau. Lorsqu'un faisceau lumineux incident pénètre par l'une des faces du FP, le faisceau est réfléchi plusieurs fois entre les lames. À chaque réflexion, une petite partie de la lumière est transmise. Il en résulte une interférence à ondes multiples entre tous les rayons transmis. Il se produit une interférence constructive lorsque le chemin optique parcouru entre les lames est un multiple entier de sa longueur d'onde. On obtient alors, au plan focal de la lentille de focalisation, des franges d'interférence en forme d'anneaux circulaires concentriques brillantes et fines.

L'intensité transmise par le système est proportionnel à la fonction d'Airy $(1 + F \sin^2 \Delta/2)^{-1}$ (voir figure 1.2). On appelle intervalle spectral libre (ou interfrange) la séparation entre deux ordres d'interférence adjacents, c'est-à-dire l'intervalle en longueur d'onde comprise entre deux pics de la fonction d'Airy. Dans cet intervalle, il n'y a pas de recouvrement en longueur d'onde. La finesse, elle, est définie comme étant l'étroitesse des pics de la fonction d'Airy. Comme les sources ne sont pas monochromatiques, nous observons la superposition de spectre de tous les ordres d'interférence. Il nous faut donc placer un filtre interférentiel dans le réducteur focal, devant le FP afin d'isoler un intervalle spectral libre contenant un seul ordre d'interférence (voir figure 1.3). Ainsi nous observerons seulement une tache centrale au lieu de l'ensemble des anneaux concentriques. Cette tache monochromatique couvre tout le champ. On peut aussi ajouter un diaphragme au montage afin de créer un interféromètre FP dit "à balayage". Ce système consiste à ce que seulement la tache centrale apparaisse sur le plan focal de sortie.

On peut alors balayer la tache en changeant l'espace entre les lames du FP. Tenant compte du fait que pour un espace entre les lames (d) donné, on ne laisse passer qu'une seule longueur d'onde. Le balayage permet donc d'obtenir la totalité de l'information spectrale de l'objet que l'on observe. Ce dispositif permet d'obtenir, en plus des deux dimensions spatiales, une dimension spectrale aux objets observés. C'est ce qu'on appelle un cube de données. Ce principe est illustré sur la figure 1.4. Le Fabry-Pérot à balayage permet donc d'obtenir le flux (un spectre)

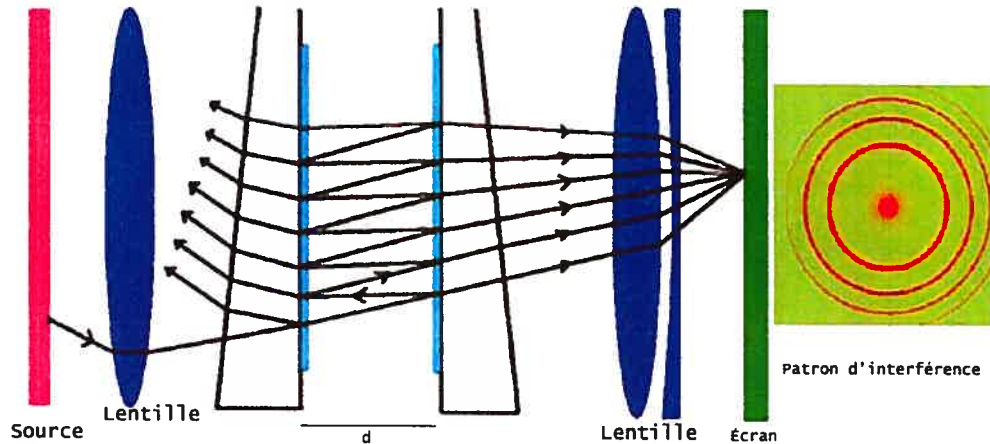


FIGURE 1.1 – Schéma de montage d'un interféromètre de Fabry-Pérot à balayage (illustration d'après: www.astro.umontreal.ca/fantomm)

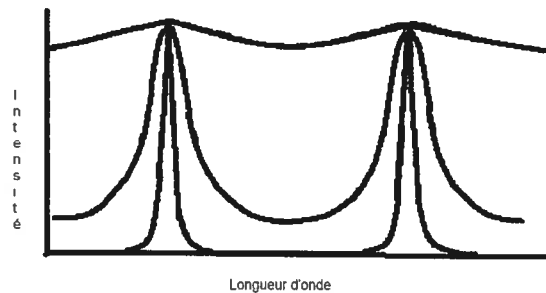


FIGURE 1.2 – Graphique de la distribution d'intensité d'une source monochromatique passant dans un interféromètre de FP pour différentes finesses.

en chaque point (x,y) (pixel) de l'objet observé (la source). Un tel interféromètre est très utile à l'étude d'objets étendus et de faible luminosité ainsi qu'à la détection de raies d'émission isolées. C'est donc cette technologie qui a été utilisée dans le cadre du sondage complémentaire à SINGS. Pour plus de détails sur l'interféromètre de Fabry-Pérot, voir Amram (1991) ou encore Blais-Ouellette (2000).

L'instrument FaNTOmM

Acronyme pour Fabry-Pérot de Nouvelle Technologie pour l'Observatoire du mont Mégantic, FaNTOmM est une caméra à comptage de photons qui utilise les nouvelles photocathodes AsGa. Cette caméra a été construite en deux exemplaires, une pour le Laboratoire d'Astrophysique Expérimentale de Montréal (LAE) et une pour le Laboratoire d'Astrophysique de Marseille (LAM). Cette caméra a l'avantage d'offrir une résolution temporelle de quelques millisecondes et n'a aucun bruit de lecture. Elle est parfaitement adaptée pour des observations à très faible flux ($< 10^{-15} \text{ erg/cm}^2/\text{sec/pixel}$) comme c'est le cas pour les galaxies à

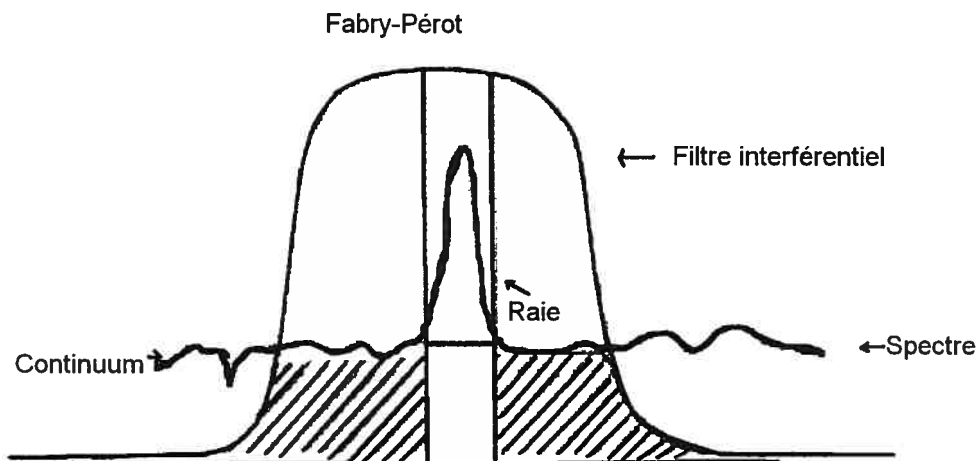


FIGURE 1.3 – Schéma de la bande passante du filtre interférentiel et de l'interféromètre FP (Amram1991).

faible brillance de surface, et procure d'excellents résultats pour les galaxies plus brillantes, comme celles qui sont à l'étude dans ce mémoire. Les photocathodes AsGa ont un rendement quantique d'environ 28%, presque constant pour les longueurs d'onde de 450 nm à 850 nm. Ce rendement quantique est comparable à celui des caméras CCD épais d'environ 35% entre 650nm et 850nm, mais la caméra à comptage de photons a l'avantage de ne posséder aucun bruit de lecture. Par ce fait, le rapport signal sur bruit (SNR) est nettement meilleur lorsqu'on est dans un régime à faible flux. Lorsqu'on compare avec une caméra CCD mince d'efficacité quantique de typiquement 90%, le SNR de la caméra à comptage reste supérieur.

De plus, le système est refroidit pour enrayer tout bruit thermique. Le bruit de lecture nul est des plus avantageux lorsqu'on utilise un interféromètre de Fabry-Pérot à balayage. En effet, il est alors possible de balayer l'interféromètre rapidement et ainsi lire et enregistrer les images aussi souvent que désiré. De cette façon, on enregistre une image pour chaque canal balayant ainsi l'intervalle spectral libre pour ensuite additionner les expositions des canaux lors de la réduction de données. Ceci permet de moyennner la qualité du ciel sur le temps total des poses. C'est que, pour les galaxies de la présente étude, les temps de pose total sont de 2 à 4 heures. Dans cet intervalle de temps, la masse d'air peut changer ou des nuages peuvent passer. Ce système permet donc d'obtenir des profils photométriques de raies de qualité. Pour plus de détails concernant la caméra FaNTOMM, le lecteur est invité à consulter le site: <http://www.astro.umontreal.ca/fantommm>.

Il est à noter que la caméra FaNTOMM est accompagnée d'une roue à filtre interférentiel. Les filtres interférentiels utilisés ont une largeur à mi-hauteur entre 1.0 nm et 1.5 nm, ce qui

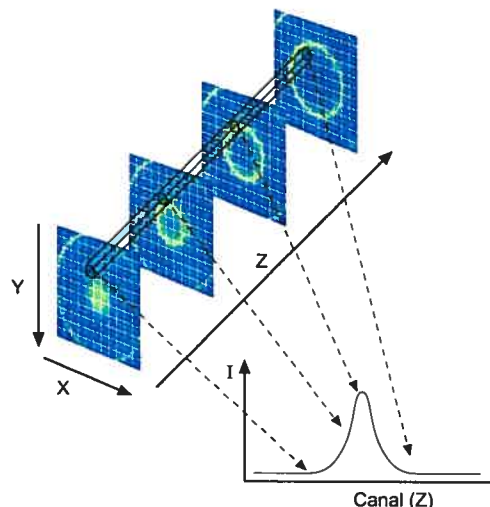


FIGURE 1.4 – Profil d'une raie d'émission sur un pixel créé par la somme des canaux.

permet de bien sélectionner la raie d'émission $H\alpha$ à 656.3 nm. Cette raie, après être passée dans le FP, crée un patron d'interférence annulaire. La variation de l'espacement entre les lames du Fabry-Pérot est contrôlée en appliquant un voltage précis sur les piezzoélectriques. C'est de cette façon qu'on balaye le patron d'interférence. Il s'agit ensuite de comparer le profil de raie obtenu à celui d'une lampe de calibration, par exemple le Néon ($\lambda = 659.9nm$). Ceci permet de calculer la vitesse radiale en chaque point de la galaxie, grâce au décalage Doppler.

FaNTOmM au télescope

Pour le projet SINGS, la caméra FaNTOmM a été installée sur plusieurs télescopes. Voici un résumé des caractéristiques de la caméra sur les différents télescopes utilisés.

FaNTOmM a tout d'abord été attaché au télescope de 3.6m du CFHT. Dans cette configuration, le champ de vue diagonale du détecteur est de 3.9 minutes d'arc, une fois le silhouettage tenu en compte. La caméra à comptage de photon a 512 x 512 pixels et chaque pixel a 0.48 secondes d'arc. L'ordre d'interférence utilisé est de 899 à $H\alpha$, ce qui donne un intervalle spectral libre de 333.5 km/s. La finesse est environ de 16.

Dans le cas des observations faites à l'observatoire du mont Mégantic (OMM), nous attachons le réducteur focal PANORAMIX au télescope de 1.6m, l'ouverture est portée à $f/2$. Le champ de vue diagonale du détecteur est de 19.4 minutes d'arc. Chaque pixel a 1.61 secondes d'arc. Deux étalons différents ont été utilisés au cours des nombreuses missions d'observation. Le premier à un ordre d'interférence de 899 et l'autre de 765 à $H\alpha$, ce qui donne des intervalles spectral libre respectivement de 333.5 et 391.9 km/s.

Finalement, pour les observations effectuées au télescope de 3.6m à La Silla de l'ESO (European Southern Observatory), le champ de vue diagonale du détecteur est de 5 minutes d'arc. Chaque pixel de la caméra a 0.42 secondes d'arc. L'étalon a une ordre d'interférence de 609 à $H\alpha$ ce qui donne un intervalle spectral libre de 492.3 km/s. La finesse est d'environ 14. Un éventail complet des observations Fabry-Pérot est disponible dans Daigle et al. (2005)

1.2 Les modèles de masse

Une fois les vitesses radiales obtenues en optique ($H\alpha$) il est possible, pour chaque galaxie, de tracer le profil de vitesse en fonction du rayon. En ajoutant les profils de densité du disque stellaire et du disque de gaz (HI) on peut soustraire le profil de densité du halo de matière sombre à l'aide d'un modèle de masse.

1.2.1 Les composantes visibles

Le disque stellaire

Dans cet ouvrage, les vitesses circulaires dues au disque stellaire sont calculées à partir des profils de luminosité observés en bande Ks ¹ par le projet 2MASS (2 Micron All Sky Survey). Les profils de densité de surface radial sont tirés de la base de données disponible sur le site de 2MASS: <http://www.irsa.ipac.caltech.edu/application/2MASS/LGA>. Ces profils de brillance de surface sont décrits par une exponentielle pure. Puisqu'il s'agit de galaxies n'ayant peu ou pas de bulbe, la contribution du bulbe n'est pas incluse dans le modèle. Un rapport masse-luminosité $(M/L)_\star$ constant est considéré. Afin de rendre les valeurs de $(M/L)_\star$ plus significatives, les profils de luminosité en bande Ks ont été convertis en bande B selon Jarrett et al. (2003). Ceci permet d'obtenir un rapport $(M/L_B)_\star$ au lieu d'un rapport $(M/L_K)_\star$. Le profil radial de lumière en bande B pour chaque galaxie est présenté aux figures 1.6b à 1.15b en fin de chapitre.

Le disque de gaz

Les vitesses circulaires dues au gaz neutre (HI) sont calculées à partir des profils radiaux de densité de surface HI. Les profils ont tous été corrigés pour inclure la contribution de l'Hélium. Les profils de gaz neutre utilisés pour l'échantillon proviennent tous de la littérature. Le tableau 1.3 présenté à la section 1.3.2 résume les différentes sources utilisées.

¹La bande infrarouge Ks pour "K short" est centrée à une longueur d'onde de $2.2\mu\text{m}$.

1.2.2 La composante sombre

Le halo sombre

La différence entre la courbe de rotation observée et la contribution à cette courbe du gaz et des étoiles (composante lumineuse) est la composante sombre. Cette dernière peut être représentée par un halo sphérique possédant deux paramètres fondamentaux: une densité centrale ρ_0 , et un rayon de coeur r_c . On doit ajouter à cela un troisième paramètre, le rapport masse-luminosité du disque $(M/L_B)_\star$. Une routine de minimisation du χ^2 opère dans l'espace à trois dimensions de ces paramètres, ainsi nous obtenons le profil de halo sombre convenant le mieux aux courbes de rotation observées. Il existe plusieurs façons de modéliser le profil de densité du halo sombre. On peut résumer ces différents profils par l'équation suivante (Blais-Ouellette 2000):

$$\rho(r) = \frac{\rho_0}{(r/r_0)^\gamma (1 + (r/r_0)^\alpha)^{(\beta-\gamma)/\alpha}} \quad (1.1)$$

où ρ_0 et r_0 sont respectivement la densité et le rayon caractéristique. Les paramètres α , β et γ caractérisent la forme du halo. Le paramètre γ est celui qui régit la pente interne du halo et le paramètre α la pente externe. Le paramètre β , tant qu'à lui, contrôle le point de changement de pente. On retrouve dans la littérature deux profils distincts pour le halo sombre, celui de la sphère isotherme ou pseudo-isotherme; Carignan & Freeman (1985), Begeman (1987) avec $\alpha = 2, \beta = 3$ et $\gamma = 0$, et le profil de type Navarro, Frenk et White (NFW) (Navarro et al. 1997) où $\alpha = 1, \beta = 3$ et $\gamma = 1$. D'autres profils ont été dérivés comme par exemple celui de Moore (Moore et al. 1999) dans lequel on retrouve une pente interne encore plus piquée que NFW, soit $\gamma = 1.5$. On peut voir les différents profils de densité sur la figure 1.5. Deux profils de densité pour le halo sombre seront considérés dans ce mémoire, le profil de la sphère pseudo-isotherme et le profil NFW.

1.2.3 Le halo sombre: la problématique.

Il existe une incohérence entre les profils de halos sombres que l'on retrouve dans la littérature. D'un côté, les simulations numériques à N-corps prédisent des profils universels qui sont de type NFW très piqués au centre (cusp core) (Navarro et al. 1995). De l'autre, les profils dérivés par les observations sont de type sphère isotherme à densité centrale constante (flat core) (de Blok et al. 2001b, Blais-Ouellette et al. 2001, Swaters et al. 2003a, de Blok et al. 2003).

Le point le plus sensible de ce débat concerne la pente de la partie interne du profil. On peut approximer l'équation 1.1 et exprimer la densité en fonction du rayon par la relation $\rho(r) \sim r^\alpha$. Le modèle de NFW est caractérisé par une pente de $\alpha = -1$ dans la partie interne ($r \ll r_0$) et $\alpha = -3$ dans la partie externe du halo ($r \gg r_0$). Le modèle de la sphère pseudo-isotherme de son côté a une pente de $\alpha = 0$ à petit rayon et $\alpha = -2$ à plus grand rayon.

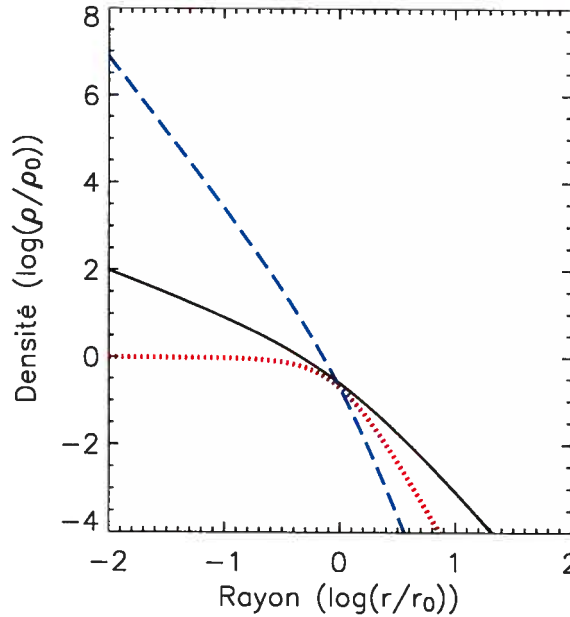


FIGURE 1.5 – Profils de densité pour trois modèles différents. NFW dans lequel $\alpha=1$, $\beta=3$ et $\gamma=1$ (trait plein noir), Moore dans lequel $\alpha=1.5$, $\beta=3$ et $\gamma=1.5$ (trait long bleu) et la sphère pseudo-isotherme dans lequel $\alpha=2$, $\beta=3$ et $\gamma=0$ (pointillé rouge)

La pente interne des profils de densité est très décisive en ce qui concerne les propriétés et caractéristiques de la matière sombre dans les galaxies puis, par conséquent, à plus grande échelle. C'est pour cette raison que beaucoup d'efforts sont faits afin de déterminer le plus exactement possible la valeur de cette pente autant du côté des observations que du côté des simulations numériques.

En plus de considérer le profil de la sphère pseudo-isotherme et celui de NFW et afin d'obtenir le profil de halo optimal il a aussi été considéré de laisser en paramètre libre γ dans le profil de l'équation 1.1. Puisque le paramètre γ représente la valeur de la pente interne du profil de halo sombre, ceci permet d'obtenir une valeur unique, propre à chaque galaxie.

Les simulations N-corps sont basées sur le paradigme de la matière sombre froide (cold dark matter, CDM). Même si elles peuvent bien expliquer la formation des structures à grande échelle et l'univers primitif (à grand décalage vers le rouge), elle ont du mal à bien expliquer les structures à plus petite échelle comme celle des galaxies, des galaxies LSB et des galaxies naines. Les dernières simulations numériques haute résolution montrent que les halos de galaxies ont un profil interne décrit par une pente $\alpha \geq -1.5$ (Fukushige et al. 2004). Même à haute résolution les simulations numériques ne permettent pas, premièrement, de bien

contraindre la pente α et, deuxièmement, d'expliquer les observations qui semblent préférer un profil de densité centrale plat. Malgré cela, plusieurs auteurs soutiennent toujours que les simulations dans le cadre CDM et les profils de type NFW sont viables (e.g Navarro et al. 2004, Ghigna et al. 2000). Les profils dérivés par ces auteurs ont une pente interne qui peut atteindre $\alpha = -1.5$. Les profils sont encore plus à pic que ceux de NFW où $\alpha = -1$. Cette valeur s'éloigne encore plus des profils internes constants des galaxies observées.

Plusieurs suggestions ont été évoquées afin d'éliminer l'incohérence entre observations et simulations. Plusieurs auteurs suggèrent que les profils autrefois piqués au centre se sont aplatis par plusieurs phénomènes astrophysiques au fil du temps. Ceci viendrait expliquer pourquoi on observe des galaxies ayant une densité centrale constante. Par exemple, l'effet d'une barre dans la galaxie pourrait transformer le profil de densité au centre. Il a été démontré que l'effet d'une telle barre peut, peut-être, transformer le profil de galaxies brillantes mais, ne se retrouve pas dans les galaxies LSB ou naines (Debattista & Sellwood 2000, Weinberg 2003 et Weinberg & Katz 2002). L'effet de la formation stellaire (feedback) est une autre proposition à l'explication de la modification des profils (Gnedin & Zhao 2002, Sommer-Larsen et al. 2003). Ce mécanisme a peu d'impact dans les galaxies naines et ne suffit pas pour expliquer les profils observés. Il a aussi été question de friction dynamique dans les halos (El-Zant et al. 2001) de trou noir au centre des galaxies (Hemsendorf 2003, Cruz & Velázquez 2004) afin de transformer les profils de densité central.

Certains auteurs tentent de réconcilier les observations et les simulations en modifiant les propriétés de la matière sombre en la rendant; collisionnelle ("self-interacting") (Yoshida et al. 2000, Spergel & Steinhardt 2000), désintégrable ("decaying") (Cen 2001), fluide (Peebles 2000), répulsive (Goodman 2000) ou bien annihilante ("annihilating") (Kaplinghat et al. 2000). D'autres auteurs changent la température de la matière sombre pour de la matière sombre chaude (warm dark matter WDM), voir par exemple Eke et al. 2001 ou Bode et al. 2001. Encore plus extrémistes, certains auteurs suggèrent que la solution à ce conflit est de modifier la nature de la gravité même, comme le décrit la théorie MOND (MODified Newtonian Dynamics), voir Milgrom (1983), de Blok & McGaugh (1998) et Sanders & McGaugh (2002).

Du côté observationnel on tente aussi de comprendre pourquoi les profils prédits par la cosmologie ne se reflètent pas dans toutes les galaxies que l'on observe. Depuis quelques années beaucoup d'efforts ont été faits afin d'améliorer la qualité des données observationnelles recueillies. Beaucoup d'encre a coulé à propos de la résolution spatiale obtenue dans les parties internes lors de l'observation des galaxies spirales, naines et LSB. Il a été démontré que les premiers points des courbes de rotation sont extrêmement importants, car ce sont eux qui déterminent la forme que prendra le profil de matière sombre des halos (Blais-Ouellette et al.

1999). Pour certains auteurs, le fait d'observer des galaxies ayant un profil de type NFW est dû à la faible résolution des parties internes des courbes de rotation (de Blok 2003). De plus, les données HI, de faible résolution, ne permettent pas de déterminer à elles seules si les courbes de rotations observées sont dues à un halo ayant un profil de type NFW ou pseudo-isotherme (van den Bosch & Swaters 2001).

Plusieurs études ont démontré qu'il est nécessaire d'obtenir des données H α afin d'obtenir une résolution suffisante des parties centrales des galaxies (van den Bosch et al. 2000, van den Bosch & Swaters 2001). Les études faites avec des courbes hybrides (c'est-à-dire combinaison de HI et de H α haute résolution) démontrent que les profils de densité sont constants dans les parties internes des galaxies (de Blok & Bosma 2002; de Blok et al. 2001a,b; Marchesini et al. 2002; Bolatto et al. 2002; Swaters et al. 2003a; Blais-Ouellette et al. 2001; Salucci et al. 2003; Dalcanton & Bernstein 2000). Il est donc de plus en plus évident que les observations préfèrent le modèle de la sphère pseudo-isotherme pour décrire les profils de densité des halos de matière sombre. Mais le doute persiste toujours, car certaines galaxies présentent des courbes de rotation qui semblent préférer un profil de densité de type NFW (Swaters et al. 2003b). Bref, l'incohérence entre les simulations numériques à N-corps et les données observationnelles demeurent encore un mystère et un défi pour l'astrophysique.

1.2.4 L'échantillon

L'échantillon à l'étude est composé de galaxies spirales proches non barrées ou faiblement barrées de différents types morphologiques. Le tableau 1.1 résume les caractéristiques des galaxies de l'échantillon. On y retrouve le nom NGC (New general catalogue) des galaxies dans la première colonne. Les deuxième et troisième colonnes contiennent respectivement l'ascension droite et la déclinaison tiré du catalogue RC3 (de Vaucouleurs et al. 1991). Le type morphologique selon la classification du catalogue RC3 se situe dans la quatrième colonne. La distance adoptée et la vitesse systémique se retrouve dans les colonnes cinq et six respectivement et sont tirées de (Kennicutt et al. 2003).

1.3 L'étude

L'étude présentée dans ce mémoire consiste en la caractérisation de la distribution de masse dans un échantillon de dix galaxies proches. Les galaxies proviennent d'un sous-échantillon de galaxies appartenant au projet SINGS (Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey). Les galaxies sont de types morphologiques différents bien qu'elles soient toutes de type spirale non barrée ou faiblement barrée. Voir le tableau 1.1.

TABLEAU 1.1 – *Caractéristiques de l'échantillon*

Nom	R.A (J2000) h:m:s	DEC (J2000) d:m:s	Type morphologique RC3	Distance ⁽¹⁾ Mpc	Vitesse systémique km/s
0628	01:36:41.8	+15:47:00	SA(s)c	11.4	657
2976	09:47:15.4	+67:54:59	SAC pec	3.5	3
3031	09:55:33.2	+69:03:55	SA(s)ab	3.5	-34
3184	10:18:17.0	+41:25:28	SAB(rs)cd	8.6	592
3521	11:05:48.6	-00:02:09	SAB(rs)bc	9.0	805
3621	11:18:16.3	-32:48:45	SA(s)d	6.2	727
3938	11:52:49.4	+44:07:15	SA(s)c	12.2	809
4625	12:41:52.7	+41:16:25	SAB(rs)m pec	9.5	609
5055	13:15:49.3	+42:01:45	SA(rs)bc	8.2	504
5194	13:29:52.7	+47:11:43	SA(s)bc pec	8.2	463

⁽¹⁾ Distances adoptées par Kennicutt et al. (2003) en supposant $H_0=70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Le but de l'étude est de caractériser les halos de matière sombre entourant ces galaxies. Les paramètres fondamentaux tels que : profil de densité, rayon de coeur r_c et densité centrale du halo ρ_o ainsi que le rapport masse luminosité $(M/L_B)_\star$ du disque, seront déterminés à l'aide de modèles de masse. Les courbes de rotation insérées dans les modèles seront, dans un premier temps, des courbes optiques ($H\alpha$). Ces courbes de rotation sont obtenues grâce à l'observation du décalage Doppler de la raie $H\alpha$. Ce phénomène permet d'obtenir, pour chacune des galaxies de l'échantillon, un champs de vitesses duquel une courbe de rotation optique à haute résolution est dérivée. Les courbes de rotation obtenues sont présentées à la section 1.3.2.

Dans un deuxième temps, pour deux galaxies de l'échantillon soit NGC 4625 et NGC 5055, des courbes hybrides seront utilisées. Les courbes hybrides sont composées de données optiques ($H\alpha$) pour les parties internes et de données radio (HI) pour les parties externes. Les profils de vitesse HI de NGC 4625 et de NGC 5055 proviennent de la littérature. Les références littéraires utilisées sont présentées au tableau 1.3. Ces données radio à haute sensibilité ont déjà été prises à Westerbork dans le cadre du projet WHISP ou au VLA. Peu de courbes de rotation HI utilisables pour cette étude sont disponibles dans la littérature, c'est pourquoi seulement deux courbes hybrides sont présentées

Une fois les courbes obtenues pour chaque galaxie, elles sont insérées dans trois modèles de masse différents. Deux de ces modèles sont déjà bien établis dans la littérature: celui de Navarro, Frenk et White (NFW) et celui de la sphère pseudo-isotherme. Le premier modèle propose un halo ayant une densité très piquée au centre comme le prédisent les simulations cosmologiques. Le second modèle propose une densité centrale plus plate, comme celle qui est

observée dans les galaxies spirales, dans plusieurs galaxies naines et dans les galaxies à faible brillance de surface. Le troisième modèle est celui dans lequel le paramètre de la pente interne du halo sombre demeure libre. Les courbes de rotation optimales pour chaque modèle sont calculées à l'aide d'une minimisation χ^2 .

1.3.1 Réduction des données $H\alpha$

Les données ont été réduites à l'aide de plusieurs routines IDL (Interactive Data Language) inspirées du programme de réduction ADHOC (<http://www-obs.cnrs-mrs.fr/adhoc/adhoc.html>). Les courbes de rotation ont été obtenues grâce à la routine ROTCUR de GIPSY (Groningen Image Processing System). Voici les principales étapes de réduction:

◇ Sommer et trier les images originales.

Les images originales sont enregistrées individuellement par le détecteur à comptage de photon (environ 15 secondes par canal). Il s'agit, à cette étape-ci, d'enlever les parasites dus au détecteur en comparant les canaux de façon successive. Ainsi, les cubes de données sont créés par la sommation d'images de canaux individuels

◇ Calculer la carte de phase.

La carte de phase est calculée à partir des anneaux de calibration. Cette carte de phase sert à comparer en chaque pixel la position de la raie $H\alpha$ observée à la position de la raie de calibration. En calculant la carte de phase, on fournit pour chaque pixel le canal pour lequel l'intensité de la figure d'interférence est maximal. Cette carte 2D donne le canal de référence qui sera utilisé comme longueur d'onde d'origine pour le profil de raie observé dans chaque pixel. La carte de phase permet alors de passer des interférogrammes aux cartes de longueurs d'onde.

◇ Créer les cartes de longueurs d'onde.

Cette carte est créée par la carte de phase, elle nous donne les vitesses en chaque point de la galaxie, c'est-à-dire le champs de vitesses.

◇ Soustraction du ciel.

Aux champs de vitesses on soustrait les raies d'émission indésirables créés par les radicaux OH de l'atmosphère terrestre.

◇ Calculer les champs de vitesses, les cartes monochromatiques et du continuum.

Pour calculer le champs de vitesses, il s'agit de mesurer la position du barycentre de la raie $H\alpha$ pour chaque pixel. La carte monochromatique, elle, est obtenue en mesurant l'intensité de la

raie $H\alpha$ au dessus du continuum local pour chaque pixel. Finalement, la carte du continuum est créée en mesurant l'intensité du flux de part et d'autre de la raie en chaque pixel.

◇ Lissage gaussien spectral.

On applique un lissage Gaussien de 3 canaux (Z) sur les profils de raie $H\alpha$.

◇ Lissage adaptatif spatial.

A cette étape on applique un lissage adaptatif à chaque canal du cube de données. Cette méthode a été développée par Daigle et al. (2005). Cette nouvelle méthode de lissage adaptatif permet de garder un haut signal sur bruit dans les régions à haut signal tout en allant chercher le même ratio de signal sur bruit aux endroits à faible signal.

◇ Calculer les courbes de rotation.

Les courbes de rotation ont été obtenues à partir de la routine ROTCUR du programme GIPSY (Groningen Image Processing System). Les courbes de rotation sont calculées à partir des champs de vitesses pour lesquels on choisit un certain secteur angulaire référencé à partir de l'axe majeur. Ensuite, les coordonnées du centre de rotation (x_c, y_c) sont déduites en comparant la carte monochromatique et la carte de champs de vitesses. On trouve ensuite la vitesse systémique (V_{sys}) de la galaxie en fixant un angle d'inclinaison (i) et un angle de position de l'axe majeur (PA). Comme valeur de départ on choisit l'inclinaison et l'angle de position photométrique du catalogue RC3. Ensuite, on fixe le centre de position x_c, y_c et la vitesse systémique (V_{sys}) trouvée en laissant i et PA varier. On obtient ainsi nos propres valeurs de i et PA. La dernière étape est celle où l'on fixe le centre de rotation, la vitesse systémique, l'inclinaison et l'angle de position afin d'obtenir la courbe de rotation de la galaxie.

1.3.2 Courbes de rotation en $H\alpha$ et courbes hybrides

Les paramètres cinématiques pour chaque galaxie sont présentés dans le tableau 1.2 et proviennent de Daigle et al. (2005). Ces paramètres ont été utilisés afin de générer, par la routine ROTCUR de GIPSY, les courbes de rotation optiques qui seront utilisées dans les modèles de masse. La seule exception est NGC 3938 pour laquelle l'inclinaison photométrique $i=24^\circ$ provenant du RC3 (de Vaucouleurs et al. 1991) a été utilisée au lieu de l'inclinaison cinématique $i=7.7^\circ$ du tableau 1.2. C'est que, dans ce cas particulier, la galaxie est vue de face et l'inclinaison cinématique est difficile à déterminer. L'incertitude de ce paramètre peut modifier d'un facteur 2 les vitesses de rotation et modifier grandement les paramètres des modèles de masse (voir §2.6).

Les courbes de rotation $H\alpha$ obtenues dans le cadre de ce mémoire ainsi que les profils de brillance de surface utilisés pour chaque galaxie sont présentés aux figures 1.6 à 1.15. A noter que pour les figures 1.13a, 1.14a et 1.15a la courbe de rotation HI provenant de la littérature (voir Tableau 1.3) a été superposée en rouge à la courbe de rotation $H\alpha$ en noir. Pour deux de ces galaxies (i.e NGC 4625 et NGC 5055) les modèles de masse ont aussi été obtenus pour les courbes hybrides $H\alpha+HI$. Pour NGC 5194 (Figure 1.15a) la courbe de rotation HI (Bosma 1981b) a été superposée à la courbe $H\alpha$ afin de comparaison seulement. Puisque la courbe HI ne s'étend pas plus loin en rayon que la courbe optique, elle ne sera pas utilisée pour créer une courbe hybride. Les modèles de masse sont présentés au chapitre suivant.

TABLEAU 1.2 – *Paramètres cinématiques de l'échantillon*

Nom de la galaxie NGC	Angle de Position PA (°)	inclinaison i (°)
0628	26.4±2.4	21.5±4.5
2976	323.5±3.5	70.2±4.0
3031	332.9±1.2	62.4±1.0
3184	176.4±4.0	16.7±1.1
3521	342.0±1.1	66.7±2.0
3621	342.5±2.9	65.2±4.0
3938	199.5±5.0	7.7±3.2
4625	126.0±5.0	35.9±6.0
5055	98.0±1.9	63.0±2.0
5194	169.0±4.2	47.0±5.0

Valeurs tirées de Daigle et al. (2005)

TABLEAU 1.3 – *Références utilisées pour les données radio HI*

Nom NGC	Profil de densité de surface HI Σ_{HI}	Courbe de rotation HI
0628	Wevers et al. 1986	-
2976	Broeils & van Woerden 1994	-
3031	Rots 1975	-
3184	-	-
3521	-	-
3621	-	-
3938	van der Kruit & Shostak 1982	-
4625	-	van Moorsel 1983
5055	Bosma 1981a	Thornley & Mundy 1997
5194	Rand et al. 1992	-

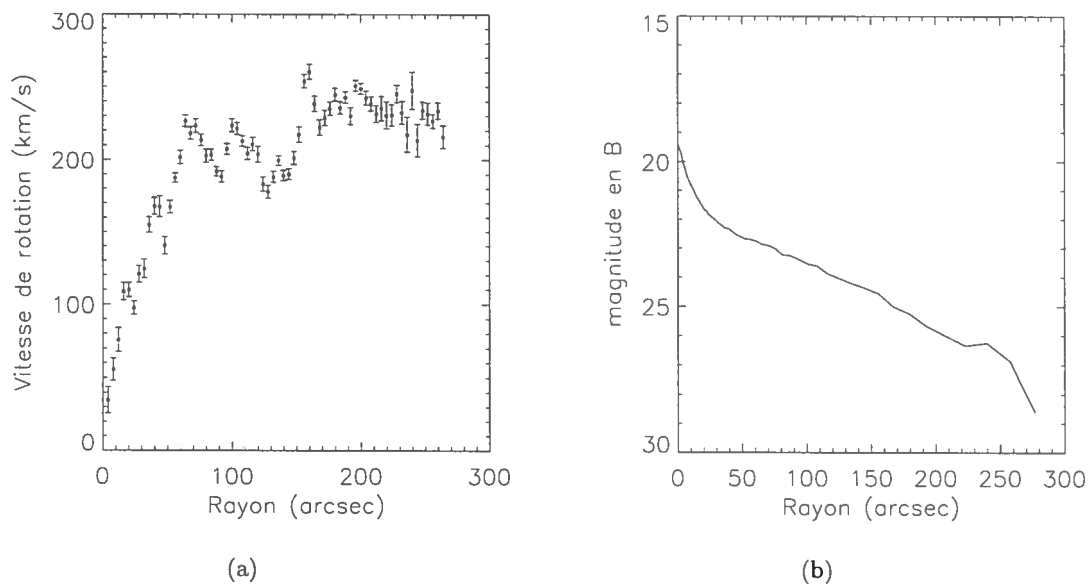


FIGURE 1.6 – Courbe de rotation $H\alpha$ (OMM) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 628

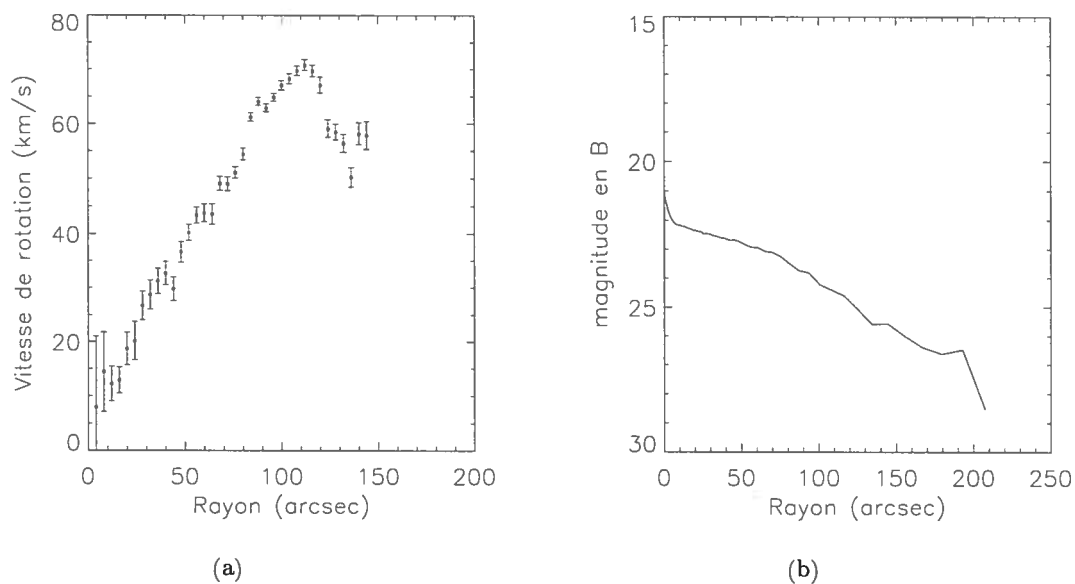


FIGURE 1.7 – Courbe de rotation $H\alpha$ (OMM) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 2976

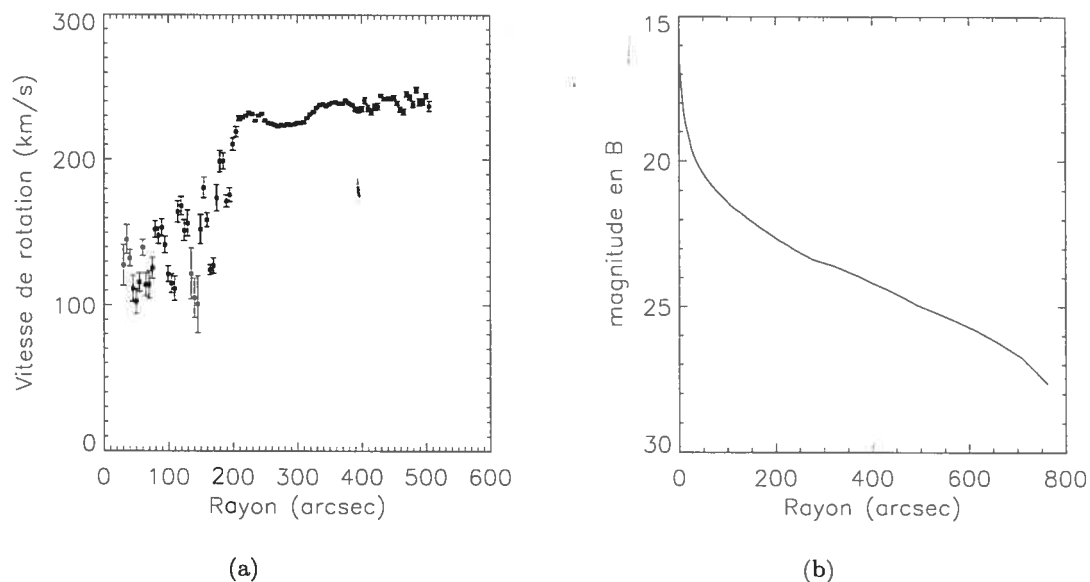


FIGURE 1.8 = *Courbe de rotation $H\alpha$ (OMM) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 3031*

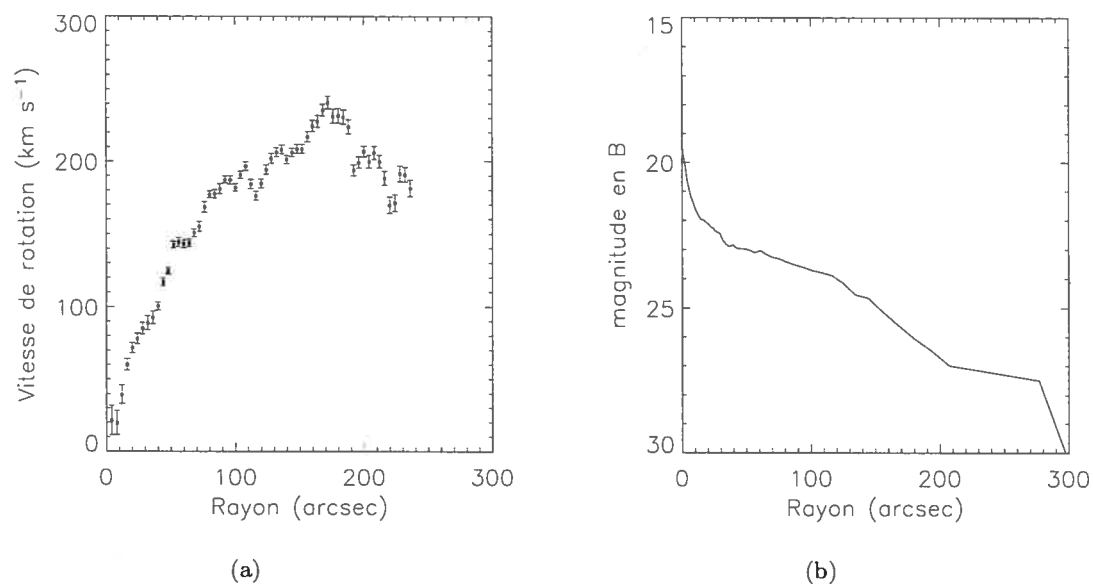


FIGURE 1.9 – *Courbe de rotation $H\alpha$ (OMM) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 3184*

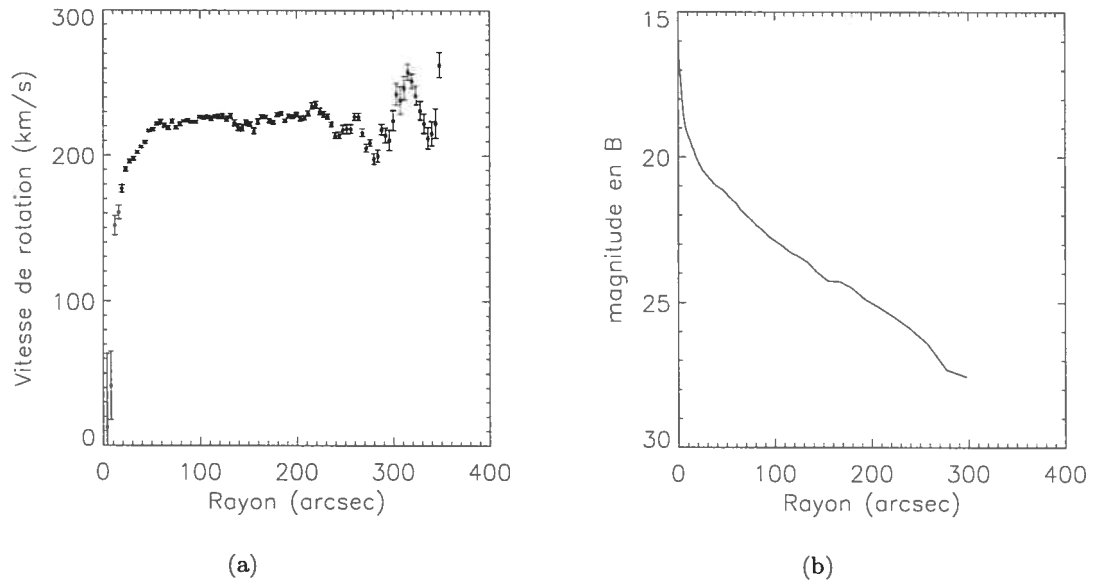


FIGURE 1.10 – *Courbe de rotation $H\alpha$ (OMM) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 3521*

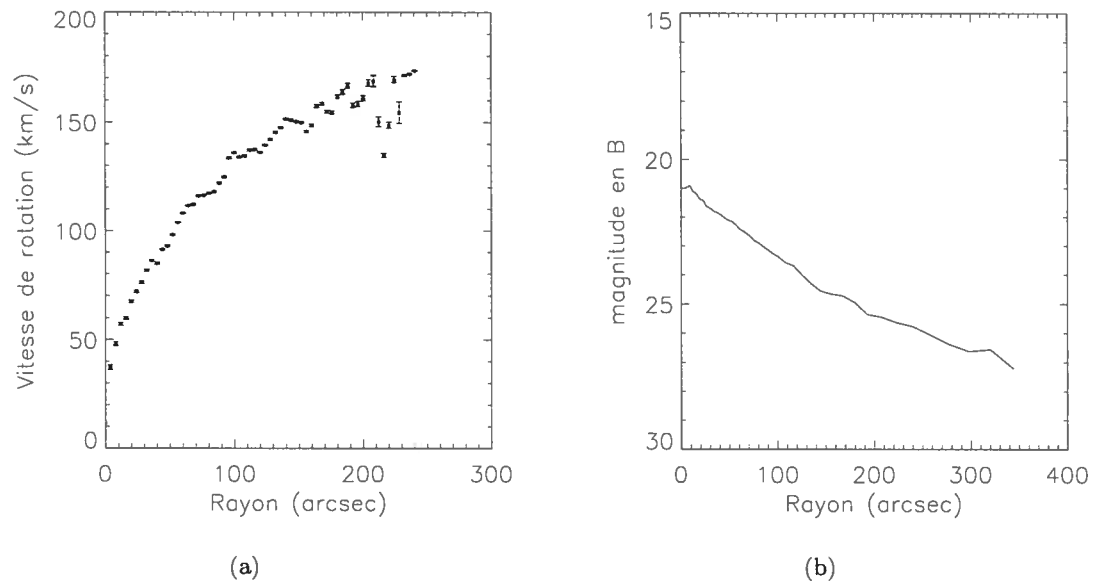


FIGURE 1.11 – *Courbe de rotation $H\alpha$ (ESO/La Silla) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 3621*

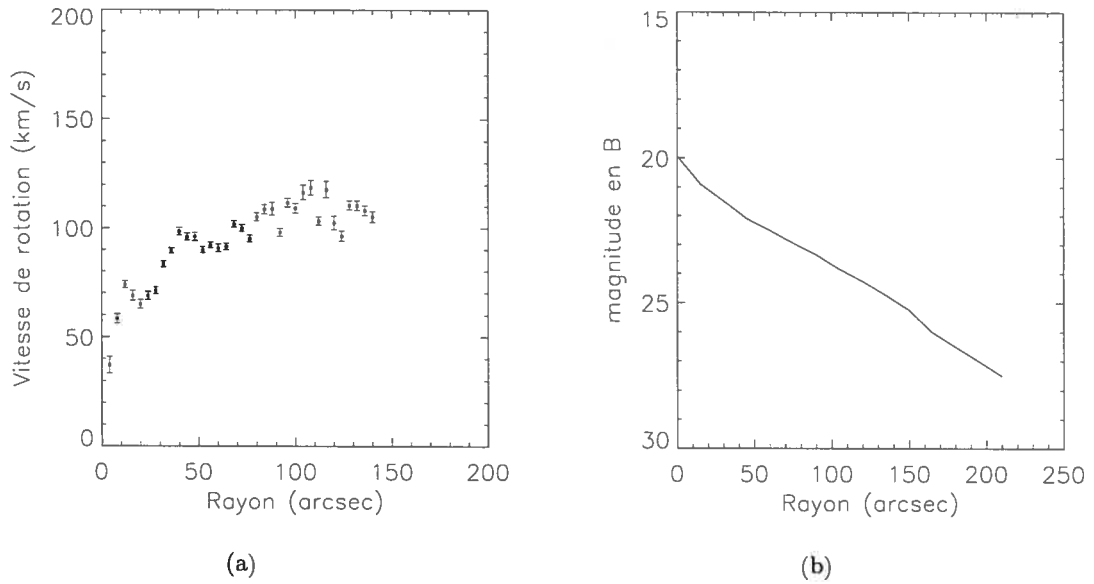


FIGURE 1.12 – Courbe de rotation $H\alpha$ (OMM) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 3938

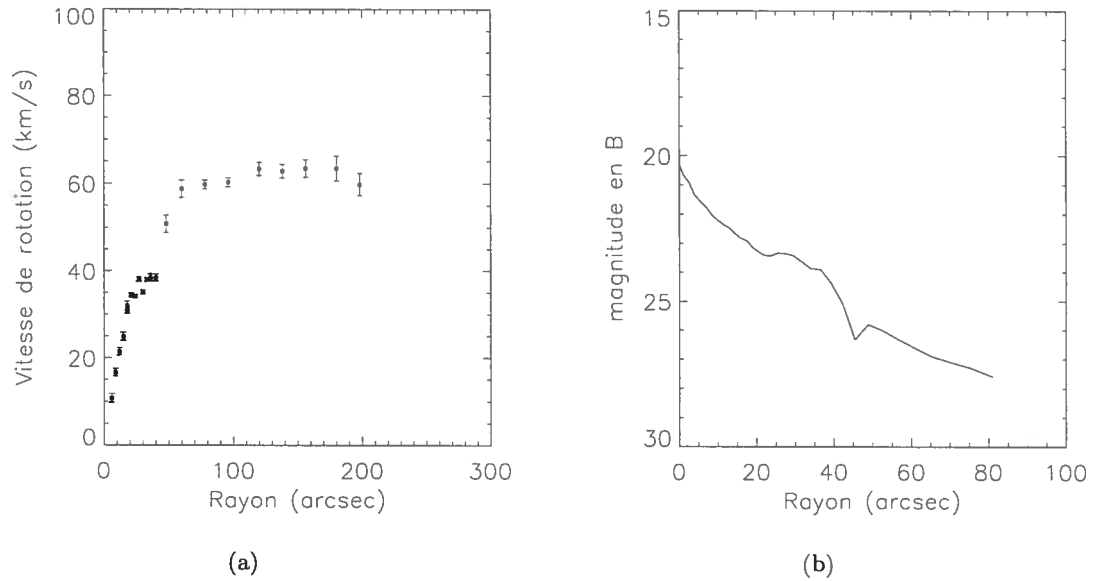


FIGURE 1.13 – Courbe de rotation $H\alpha$ (noir) (CFHT) et $H\text{i}$ (rouge) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 4625

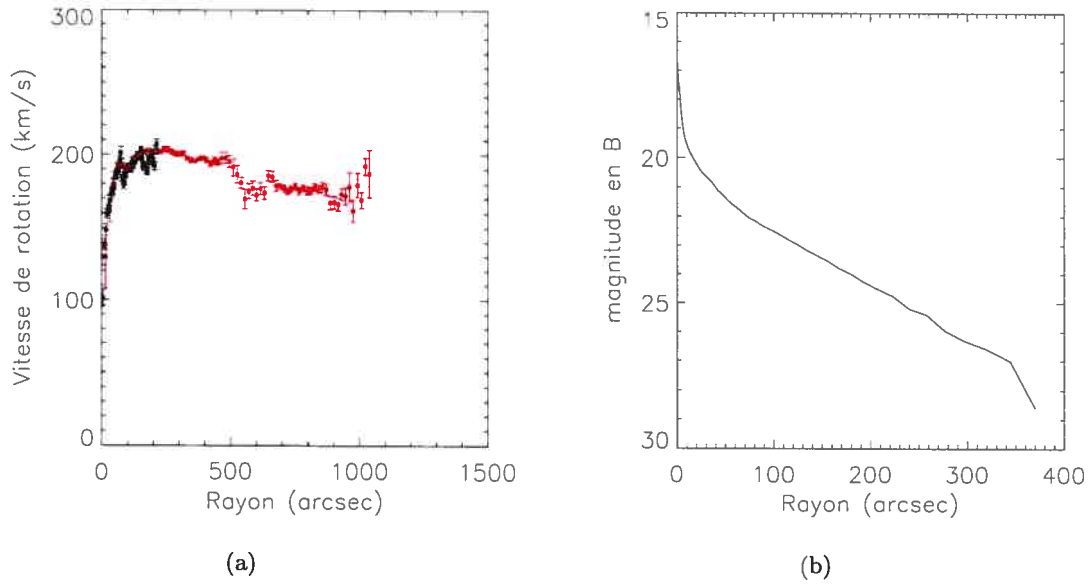


FIGURE 1.14 – Courbe de rotation H α (noir) (OMM) et H I (rouge) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 5055

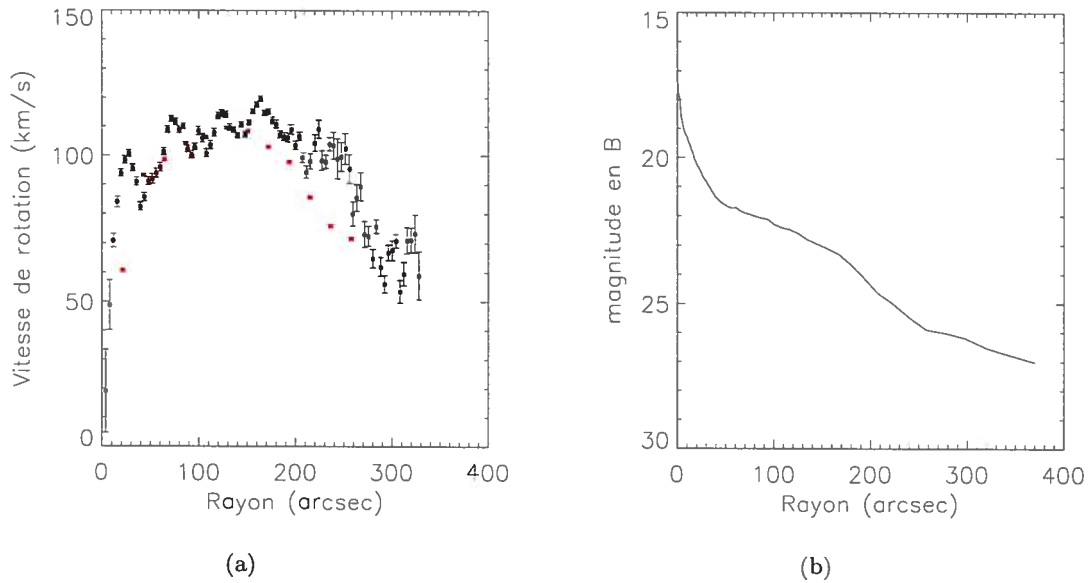
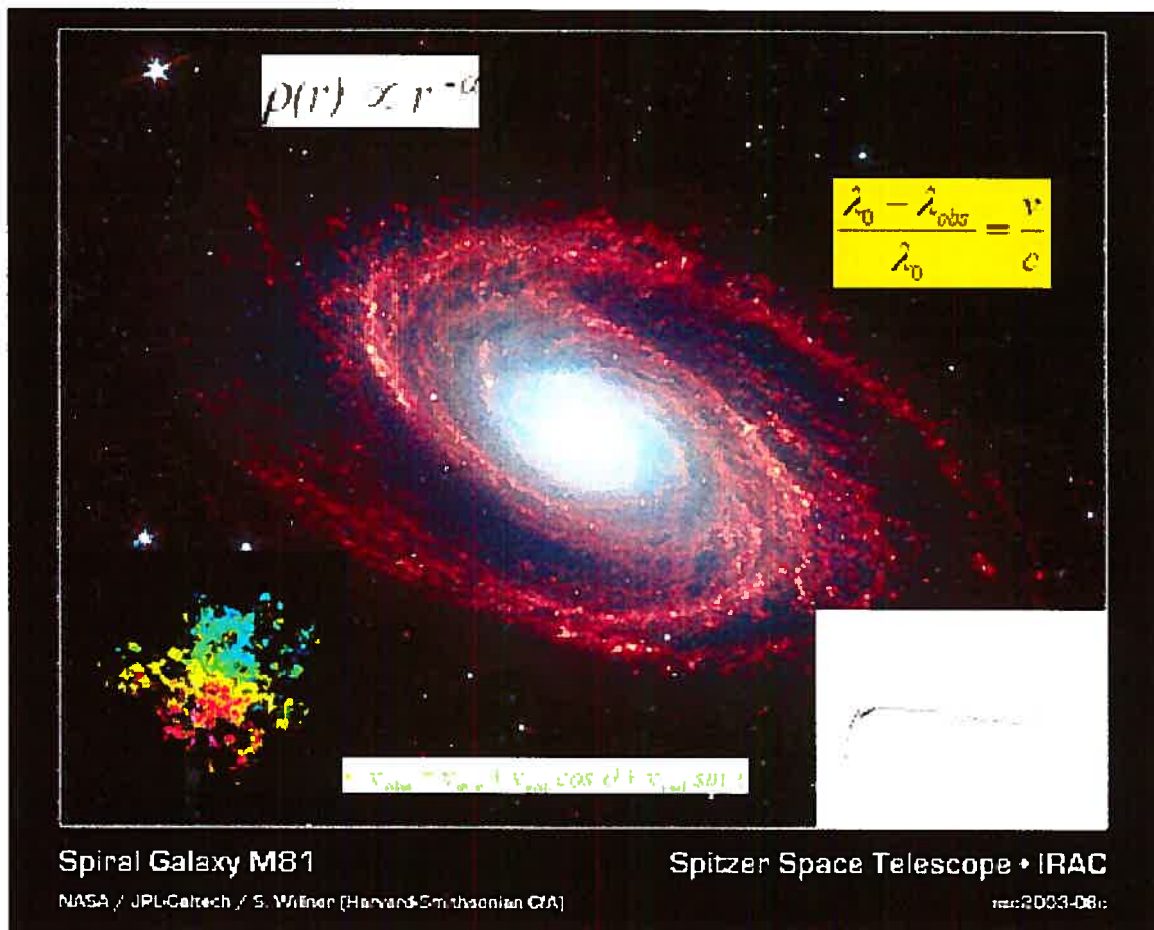


FIGURE 1.15 – Courbe de rotation H α (noir) (OMM) et H I (rouge) (a) et profil de lumière en B (b) pour NGC 5194

Le chapitre suivant contient un article qui sera soumis sous peu dans un journal scientifique reconnu, tel l'Astrophysical Journal. Cette article présente une étude détaillée de l'échantillon de galaxie présenté au tableau 1.1. On y retrouve, dans un premier temps, les modèles de masse dérivés à partir des courbes de rotation $H\alpha$ seulement. Puis, par la suite, les modèles faits avec la combinaison des profils de vitesses $H\alpha$ et des profils HI provenant de la littérature pour les galaxies NGC 4626 et NGC 5055. Les paramètres fondamentaux des halos sombres y sont exposés et une discussion sur les différents modèles de masse obtenus y sera présentée. Une conclusion qui reprend les grandes lignes de l'étude sera présentée à la toute fin de ce mémoire.

Chapitre 2

Les modèles de masse



Bas à gauche: le champs de vitesse de NGC 628, à droite: le modèle de masse de NGC 5055.

Mass distribution for ten SINGS galaxies: the best halo profile.

M.-H Nicol

*Département de Physique and Observatoire du mont Mégantic, Université de Montréal, C.P.
6128 succ. centre-ville, Montréal, Québec, Canada, H3C 3J7*

and

C. Carignan

*Département de Physique and Observatoire du mont Mégantic, Université de Montréal, C.P.
6128 succ. centre-ville, Montréal, Québec, Canada, H3C 3J7*

Abstract

We present high-resolution $H\alpha$ rotation curves and the study of the mass distribution for a sample of ten spiral galaxies belonging to SINGS (Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey). The rotation curves were derived from 3D velocity fields obtained using Fabry-Perot interferometry and the integral field photon counting spectrometer FANTOMM. The optical rotation curves and the kinematical parameters for each galaxy are presented and then used with three different mass models. Also, we present mass models obtained with hybrid $H\alpha+HI$ rotation curves for two galaxies from the sample. The goal of the study is to determine accurately the inner slope of the rotation curves which strongly constrains the parameters of the mass models. Fundamental parameters such as the density profile, core radius r_c , halo central density ρ_o and mass-to-luminosity ratio for the disk $(M/L_B)_\star$ have been derived. A best fit model has been obtained for each mass model. Our results show that most of the galaxies in the sample have a flat density profile. The $(M/L_B)_\star$ obtained are consistent with population synthesis models.

key words : dark matter — galaxies: spirals — galaxies: individual (NGC 628, NGC 2976, NGC 3031, NGC 3184, NGC 3521, NGC 3621, NGC 3938, NGC 4625, NGC 5055, NGC 5194) — galaxies: kinematic — galaxies: fundamental parameters

2.1 Introduction

For several years there has been a discrepancy between numerical N-body simulations and observations with regards to the dark halo density profile. On one side, numerical simulations in a cold dark matter (CDM) scenario predict a cuspy core (Navarro et al. 1997; Moore et al. 1999; Hayashi et al. 2004) while observations of low surface brightness (LSB), dwarf and a large number of spiral galaxies, show a much shallower core (Blais-Ouellette et al. 2001, 2004; de Blok et al. 2003; Swaters et al. 2003a; Gentile et al. 2004; Simon et al. 2003, 2005). The determination of the exact density profiles of the dark matter halos is important to understand the formation and the evolution of galaxies. The inner slope of the rotation curves strongly constrains the parameters of the mass models and gives information about the mass distribution (luminous and dark). Many efforts were done on the observational side to improve the data.

The poor spatial and velocity resolution of the observations was pointed out to explain the discrepancy between simulations and observations (van den Bosch & Swaters 2001). It was shown by Blais-Ouellette et al. (1999) that the first data points of the rising part of the rotation curves (RC) are crucial for the accurate determination of the mass distribution and that radio HI RC cannot alone determine accurately the kinematics of the inner parts of galaxies. Since HI observations are suffering from beam smearing and have a poor resolution ($\sim 15''$), the H α (6562.8 Å) emission line from star formation regions became over the years the best alternative to avoid beam smearing effects in the inner parts of the galaxies rotation curves. Another problem due to long-slit observations was pointed out. This technique causes systematic errors which can modify the rotation curve. Even if long-slit observations can reach high spatial ($\sim 2''$) and velocity (~ 5 km/s) resolution, they are subject to systematic errors (Swaters et al. 2003a). The lack of 2D coverage makes the alignment of the slit crucial to retrieve the real kinematics of a galaxy. Photometrically determined inclination and position angle can be a major source of uncertainties. Moreover, missing the kinematical center, which is not always the photometric center, can lead to an underestimation of the rotation velocities.

In order to improve the accuracy of the observational data, high-resolution velocity maps are essential to probe the inner parts of the galaxies' rotation curves. Integral field spectroscopy gives 3D kinematical maps. This kind of observation allows us to escape the systematic errors due to the long-slit observations and avoids beam smearing. Moreover the data were processed through a newly built pipeline with the aim of producing the most homogeneous data set possible. Adaptive spatial binning was applied to the data cubes in order to get a constant signal-to-noise ratio (SNR) across the field of view. This new data reduction technique was developed by Daigle et al. (2005) and allows one to get high-resolution in high SNR regions and large spatial coverage in low SNR regions.

In §2, we describe briefly our observations and the new data cubes reduction and refer the reader to Daigle et al. (2005) for further details. In this section we also present the sample used for the mass modelling. In §3, the data reduction and the $H\alpha$ rotation curves derived are presented. The results obtained for three different mass models on each galaxy is shown in §4. In §5 we present mass modelling with hybrid curves for NGC 4625 and NGC 5055. A discussion of all the mass models is made in §6. Correlation between the halo parameters are shown in §7, and a conclusion is presented in §8.

2.2 Sample and Observations

The sample used in this study is part of an $H\alpha$ follow-up survey of the SINGS sample. The Legacy survey SINGS (Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey) wants to characterize the infrared emission of present day galaxies and probe the full range of star formation environments, including regions that until now have been inaccessible to infrared wavelengths (Kennicutt et al. 2003). The SINGS sample is composed of 75 nearby galaxies ($D < 30$ Mpc) of morphological types from E to Im. From those 75 galaxies, a subset of 28 have been observed so far in $H\alpha$. Velocity maps were extracted and kinematical parameters were obtained by Daigle et al. (2005). Observations were made with the integral field spectrometer FANTOMM which consists of a Fabry-Perot interferometer and a photon counting camera. The observations took place on three different telescopes: the 1.6m telescope of the Observatoire du mont Mégantic, the ESO (La Silla) 3.6m telescope and the CFHT 3.6m telescope. For more details about the observations see Daigle et al. (2005).

From this sample of 28 galaxies, the kinematical data were used to extract the rotation curves of a sub-sample of ten spirals and mass models were fitted to these curves. Since the presence of a bar can greatly modify the kinematics of a galaxy and shallow the shape of the inner part of the RCs (Weinberg & Katz 2002; Swaters et al. 2003a; Rhee et al. 2004), we selected only non-barred or slightly barred galaxies. The characteristics of the sub-sample are shown in Table 1.

2.3 Data reduction: Derivation of the optical rotation curves

All the rotation curves were derived using the ROTCUR routine in the GIPSY package (<http://www.astro.rug.nl/gipsy/>). ROTCUR works by fitting tilted-ring models to the velocity field using:

$$V_{obs} = V_{sys} + V_{rot}(R) \cos \theta \sin i + V_{exp}(R) \sin \theta \cos i \quad (2.1)$$

TABLEAU 2.1 – *Sample Properties*

Name NGC	R.A (J2000) hh mm ss	DEC (J2000) ° ' "	Type ^(a)	Distance ^(b) Mpc	Systemic velocity ^(b) km/s	Photometric PA.(°)	Incl.(°)	PA.(°)	Kinematic PA.(°)	Incl.(°)
0628	01:36:41.8	+15:47:00	SA(s)c	11.4	657	25	24	26.4±2.4	26.4±2.4	21.5±4.5
2976	09:47:15.4	+67:54:59	SAC pec	3.5	3	323 (c)	63	323.5±3.5	323.5±3.5	70.2±4.0
3031	09:55:33.2	+69:03:55	SA(s)ab	3.5	-34	337 (c)	58	332.9±1.2	332.9±1.2	62.4±1.0
3184	10:18:17.0	+41:25:28	SAB(rs)cd	8.6	592	135	21	176.4±4.0	176.4±4.0 (d)	16.7±1.1
3521	11:05:48.6	-00:02:09	SAB(rs)bc	9.0	805	343 (c)	62	342.0±1.1	342.0±1.1	66.7±2.0
3621	11:18:16.3	-32:48:45	SA(s)d	6.2	727	339 (c)	55	342.5±2.9	342.5±2.9	65.2±4.0
3988	11:52:49.4	+44:07:15	SA(s)c	12.2	809	- (e)	24	199.5±5.0	199.5±5.0 (d)	7.7±3.2
4625	12:41:52.7	+41:16:25	SAB(rs)m pec	9.5	609	- (e)	29	126.0±5.0	126.0±5.0	35.9±6.0
5055	13:15:49.3	+42:01:45	SA(rs)bc	8.2	504	105	55	98.0±1.9	98.0±1.9	63.0±2.0
5194	13:29:52.7	+47:11:43	SA(s)bc pec	8.2	463	163	52	169.0±4.2	169.0±4.2	47.0±5.0

Table 1 is published in its entirety in the electronic edition of the *Astrophysical Journal*. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.

(a) Taken from the RC3 catalogue (de Vaucouleurs et al. 1991)

(b) Taken in (Kennicutt et al. 2003)

(c) A 180° rotation was applied to the photometric PA in order to meet the kinematical PA definition

(d) The photometric and kinematic PA do not agree even with 180° rotation. This usually happens for face-on galaxies

(e) Value not available in the RC3 database in that case taken from the 2MASS Large Galaxies Atlas

where V_{obs} is the observed rotation velocity, V_{sys} the systemic velocity, V_{rot} the rotation velocity, V_{exp} the expansion (non-circular) velocity, i is the inclination of the rings and R and θ are the polar coordinates in the galactic plane. The main lines of the procedure used to extract all the rotation curves follow.

In a first step the photometric position angle (PA)¹ and the inclination i from the RC3 catalog were taken as initial values (see Table 1). The rotational center coordinates (x_c, y_c) of the galaxy were roughly taken by looking at the continuum maps and by taking the point where the continuum is the highest near the center of the galaxy. The starting systemic velocity is the one used to select the interference filters during the observations. ROTCUR is first run to find the real kinematical center (x_c, y_c) and the systemic velocity by fixing both PA and i and leaving the other parameters free. In a second step, the kinematical PA and i are found by fixing all the other parameters. These values are shown in Table 1. In the final step, the rotation velocity V_{rot} is obtained by fixing all the kinematical parameters found in the other steps such as the center (x_c, y_c) , the systemic velocity V_{sys} , the position angle PA and the inclination i . A fixed value of PA and i is used across the whole galaxy's disk since it is rarely warped inside the optical part.

2.3.1 Results: The H α rotation curves

Figure 1 shows the rotation curves obtained by the tilted-ring model of GIPSY and the procedure explained in the last section. Even if most of the galaxies have been observed in HI, only 2 have a RC derived from a tilted-ring model. Few of them have been observed in the H α optical wavelengths before. We can briefly compare our results with those present in the literature.

NGC 2976

The kinematics of this dwarf galaxy has been recently studied by Simon et al. (2003) and a H α rotation curve has been obtained by this group. Even if the inclination used to derive the curve is slightly different our RC agrees very well with theirs. The main difference is that our curve is derived to larger radii and reveals more features in the outer part.

NGC 3031

Long-slit observations in H α have been done by Pellet & Simien (1982). Their RC extends only to 80'' while ours is defined out to 505''. Both curves are comparable for the part $0'' < r < 80''$.

¹Sometimes the photometric PA must be corrected by $\pm 180^\circ$ to represent correctly the kinematical PA which is the angle from North Eastwards to the receding side of the galaxy.

NGC 4625

This galaxy has a companion NGC 4618 at an angular separation of $8'$. The interaction between those two galaxies were recently discussed by Bush & Wilcots (2004). They concluded that the interaction has a stronger effect on the outer parts of the HI disk of NGC 4618 and does not seem to affect NGC 4625. Interaction can greatly modify the shape of the rotation curve (Barton et al. 1999) but the last study was not able to conclude if the shape of their RC comes from the interaction or if it intrinsic to the galaxy. Thus we consider for the mass modelling that this galaxy is not disturbed.

NGC 5055

A kinematics study of this galaxy using Fabry-Perot observations has been done by Blais-Ouellette et al. (2004). Both RCs agree perfectly.

NGC 5194

This galaxy is in interaction with his companion NGC 5195. The "bell" shape of the curve is also observed in HI by Bosma (1981a). Since the HI RC does not extend farther than the $H\alpha$ we use only the optical data for the mass modelling.

All the rotation curves presented in Figure 1 are used in §4 for the mass modelling.

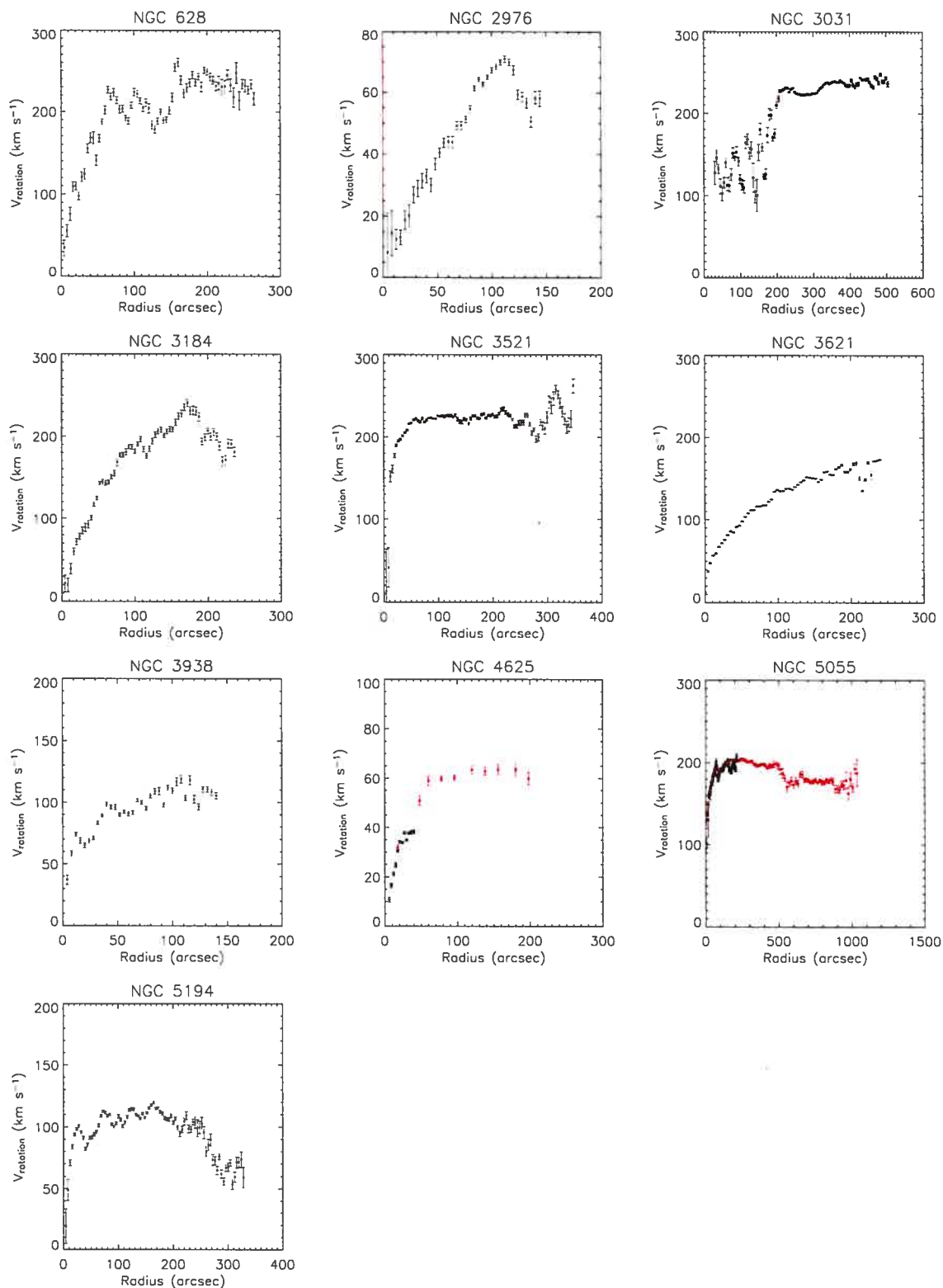


FIGURE 2.1 – $H\alpha$ rotation curves derived with the tilted-ring model of GIPSY for the sub-sample of ten galaxies. The kinematical parameters of Table 1 were used to derive the curves. For NGC 3938 the photometric inclination was taken, see §2.6. For NGC 4625 and NGC 5055 the H I RC (red) is also plotted

2.4 Mass modelling

The three mass models used for each galaxy include three components: the stellar disk, the thin gas disk (when available) and the oblate dark halo as described below. Considering an axially symmetric mass distribution and a virial equilibrium, the total rotational velocity can be written as:

$$V_{rot}(r) = \sqrt{V_{disk}^2 + V_{gas}^2 + V_{halo}^2} \quad (2.2)$$

A best-fit mass model has been obtained by fitting the halo velocity V_{halo} to the observed rotation velocity V_{rot} by a χ^2 minimization. Since we know the contribution of the stellar disk velocity V_{disk} and the contribution of the gas disk velocity V_{gas} , we can infer the contribution of the dark component velocity V_{halo} .

2.4.1 The Stellar Disk

The circular velocity of the stellar disk has been calculated by inverting the luminosity profile observed in Ks band by the project 2MASS (2 Micron All Sky Survey). All the radial density surface brightness have been taken in the 2MASS database available on the website: <http://www.irsa.ipac.caltech.edu/application/2MASS/LGA>.

Generally high surface brightness galaxies show a bulge component and we must separate the stellar contribution in two components: the stellar disk and the bulge. Since the galaxies in the sub-sample have no or only a small bulge, only the disk has been considered in the stellar component. A constant mass-luminosity $(M/L)_{\star}$ across the disk has been assumed. The Ks band photometry files have been transformed to B band by a method described by Jarrett et al. (2003). In this way the mass-luminosity ratio given in B band $(M/L_B)_{\star}$ becomes easily comparable with the literature. Since the starting data are in the infrared, extinction coefficients have been assumed equal to zero.

2.4.2 The Gaseous Disk

The circular velocities due to the gaseous component have been calculated from the surface density profile of the neutral hydrogen (Σ_{HI}) found in the literature. A correction to include the helium has been made by multiplying the HI surface density by a factor $\frac{4}{3}$. Table 2 shows the different data sources used to derive the gas surface density. Empty spaces means that the data are not available in the literature.

2.4.3 The Dark Halo

We compare three different density profiles: pseudo-isothermal sphere (Carignan & Freeman 1985), NFW (Navarro et al. 1997) and gamma free (this study). We use the formulation

TABLEAU 2.2 – *Reference used for the HI surface density profile*

Name	Reference
NGC 0628	Wevers et al. 1986
NGC 2976	Broeils & van Woerden 1994
NGC 3031	Rots 1975
NGC 3184	-
NGC 3521	-
NGC 3621	-
NGC 3938	van der Kruit & Shostak 1982
NGC 4625	-
NGC 5055	Bosma 1981a
NGC 5194	Rand et al. 1992

of the halo density profile described by Zhao (1996) and Blais-Ouellette et al. (2001) which is

$$\rho_{halo}(r) = \frac{\rho_0}{(r/r_0)^\gamma (1 + (r/r_0)^\alpha)^{(\beta-\gamma)/\alpha}} \quad (2.3)$$

where ρ_0 and r_0 are the characteristic density and radius respectively. The α , β and γ parameters determine the shape of the density profile. Specifically, the γ parameter controls the inner slope, the α parameter the outer slope and the β parameter controls the turnover point. Starting from the above equation, the pseudo-isothermal sphere can be derived using ($\alpha=2$, $\beta=3$, $\gamma=0$), the NFW density profile using ($\alpha=1$, $\beta=3$, $\gamma=1$). The gamma free model is the one where the inner slope is let as a free parameter. We use for this last model the set of parameters ($\alpha=2$, $\beta=3$, $0 < \gamma < 2$). Figure 2 shows different halo density profiles.

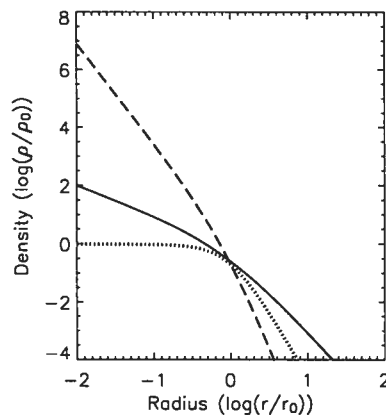


FIGURE 2.2 – *Density halo profile for pseudo-isothermal sphere (dots), NFW (solid line) and Moore (long dash)*

2.4.4 The results: Mass models for $H\alpha$ rotation curves

We present in this section three different mass models for each galaxy using the $H\alpha$ rotation curves derived in §3. Table 3 summarizes the halo parameters obtained for each model. We discuss the results in §6.

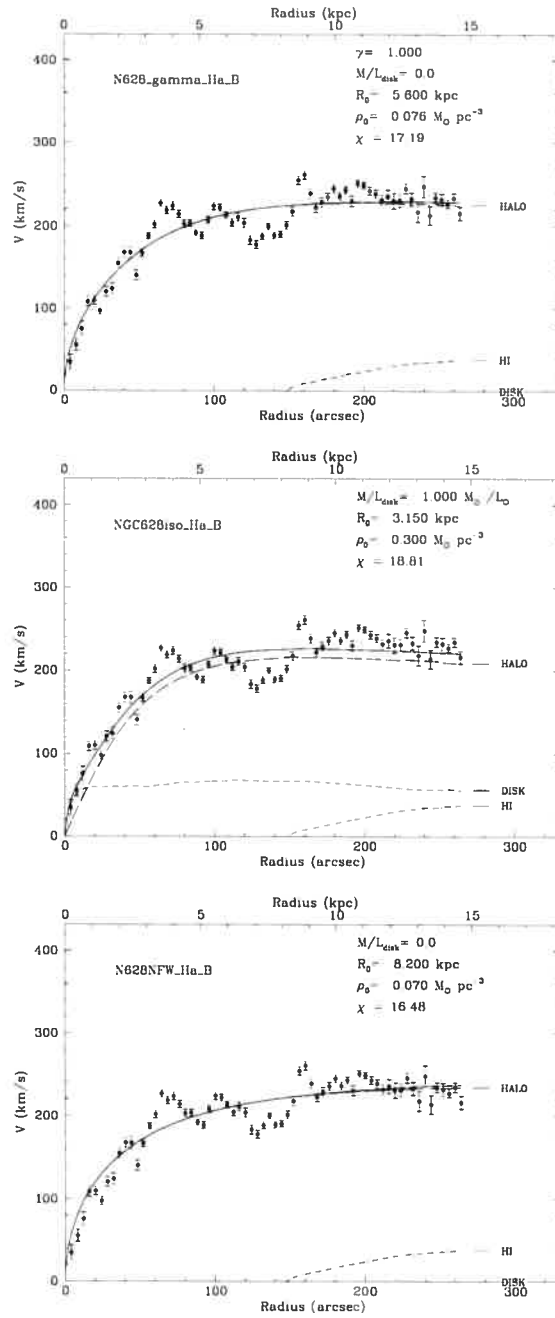


FIGURE 2.3 – *Different mass distributions for NGC 628. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW*

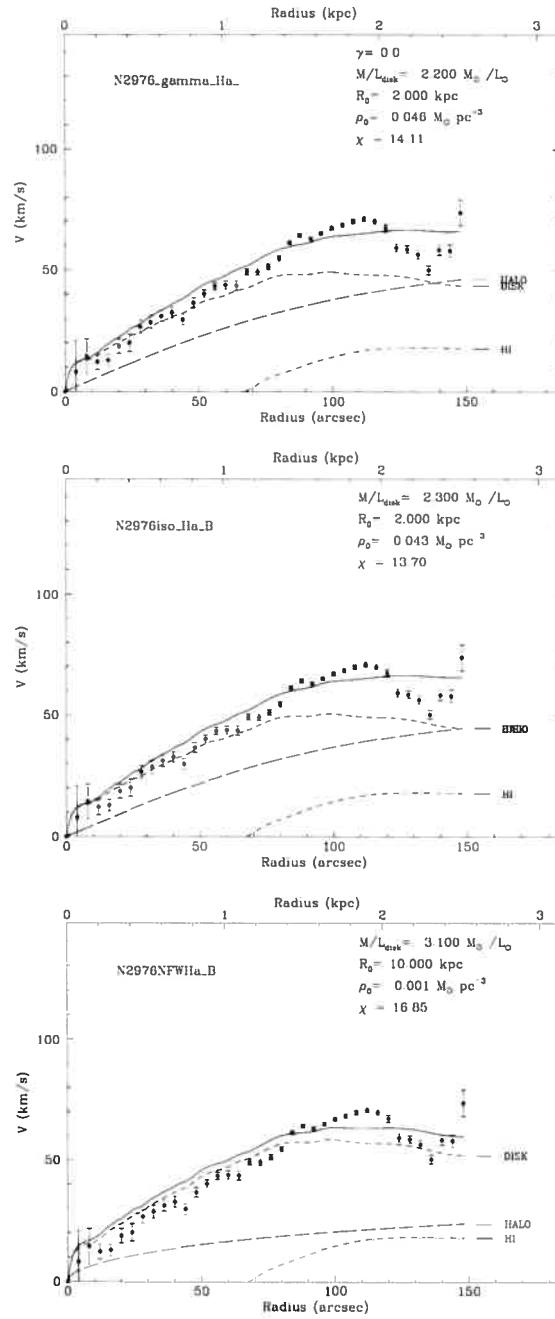


FIGURE 2.4 – Different mass distributions for NGC 2976. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW

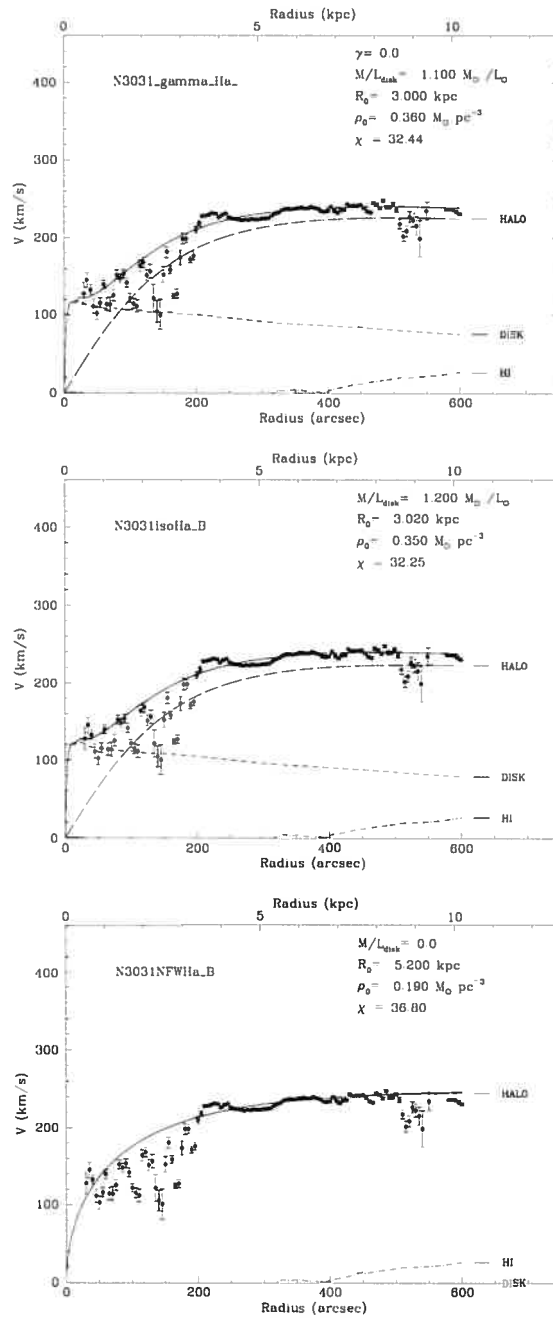


FIGURE 2.5 – Different mass distributions for NGC 3031. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW

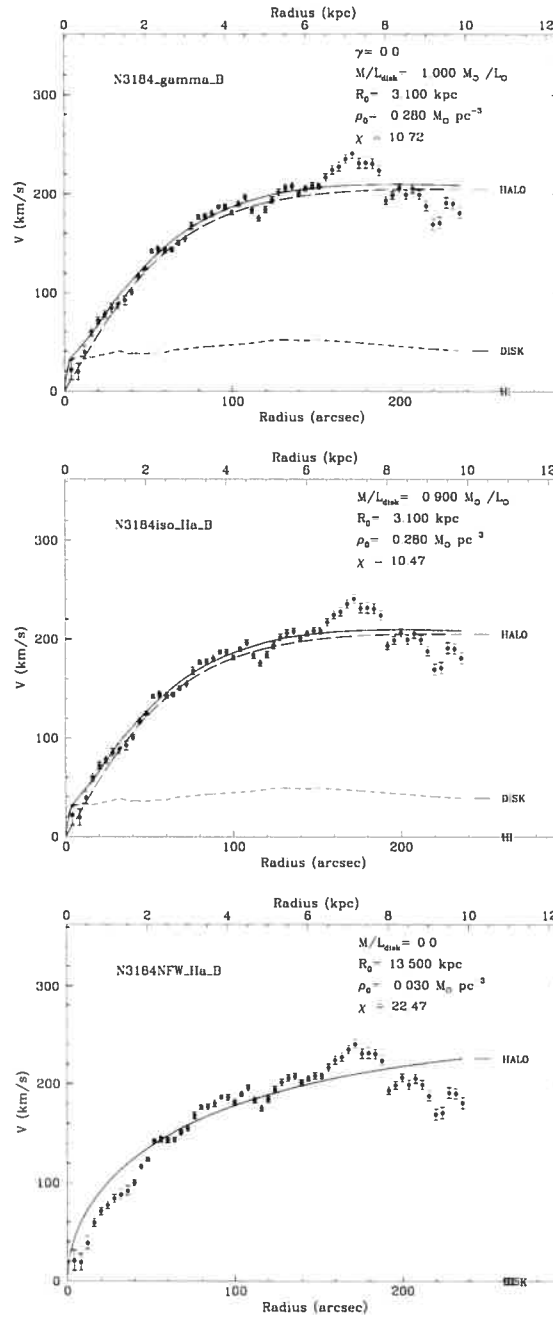


FIGURE 2.6 – Different mass distributions for NGC 3184. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW

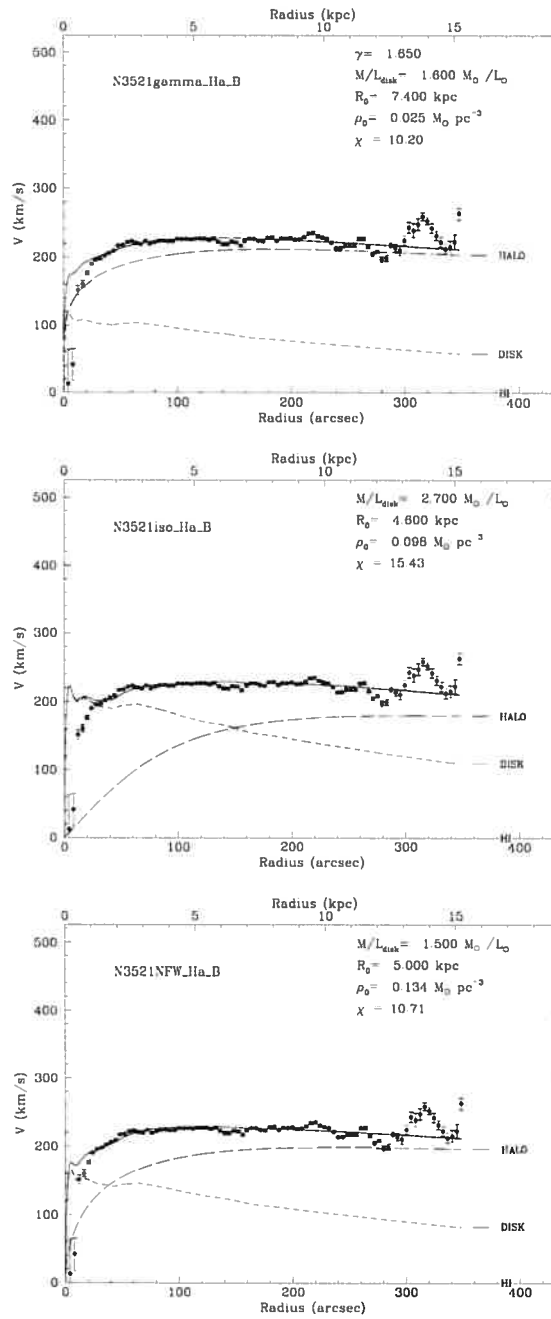


FIGURE 2.7 – *Different mass distributions for NGC 3521. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW*

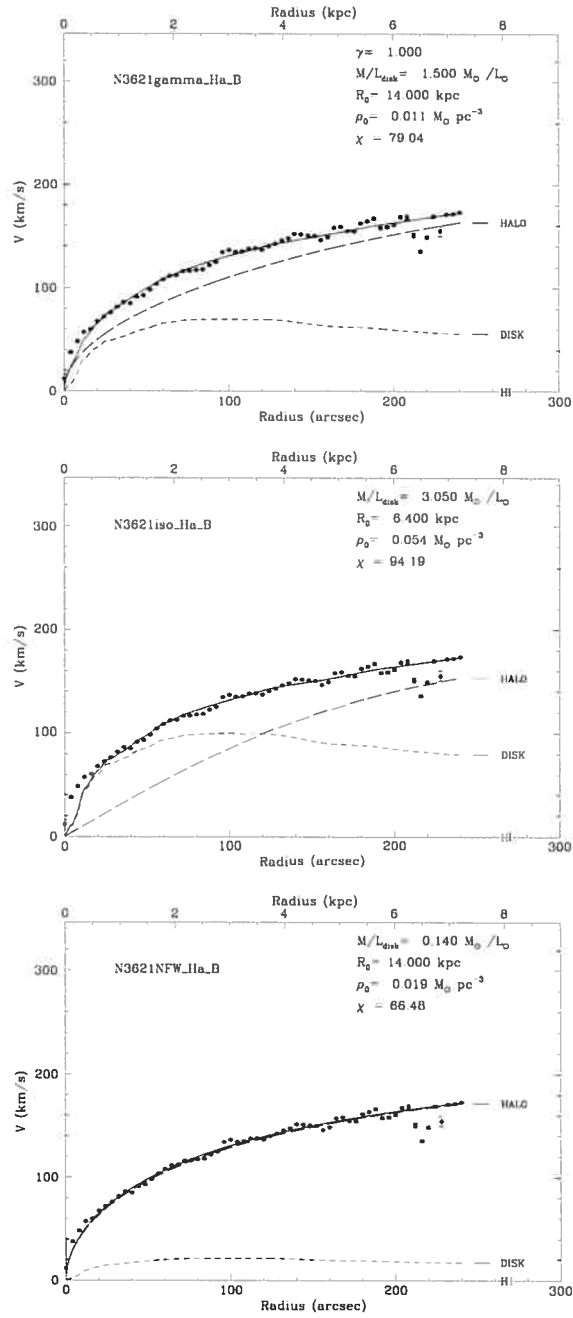


FIGURE 2.8 – Different mass distributions for NGC 3621. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW

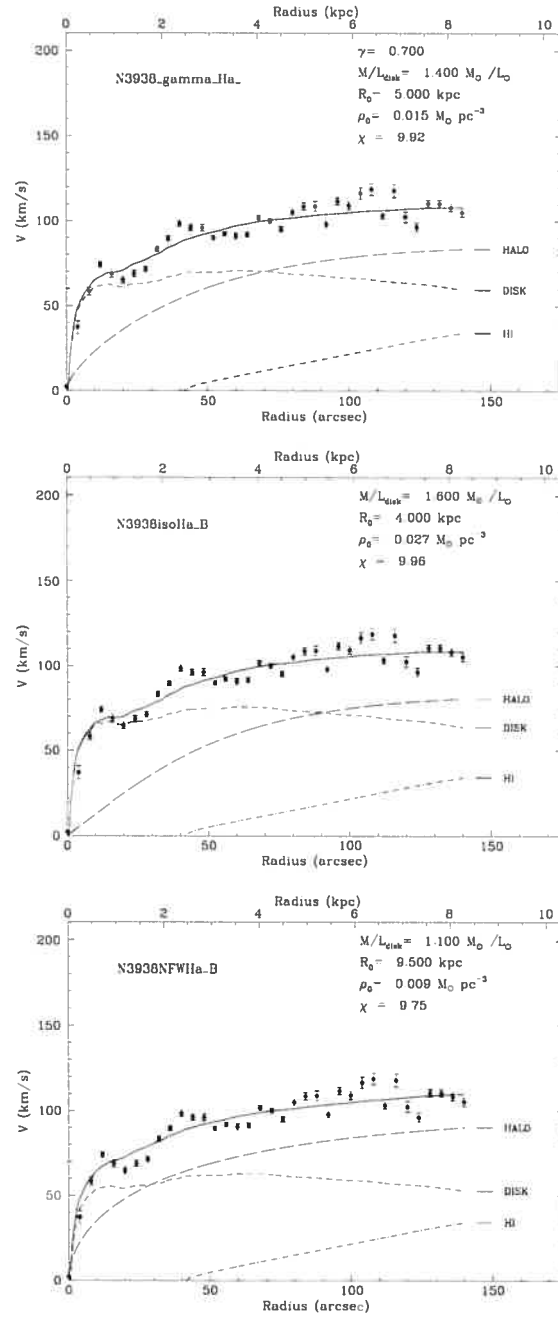


FIGURE 2.9 – Different mass distributions for NGC 3938. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW

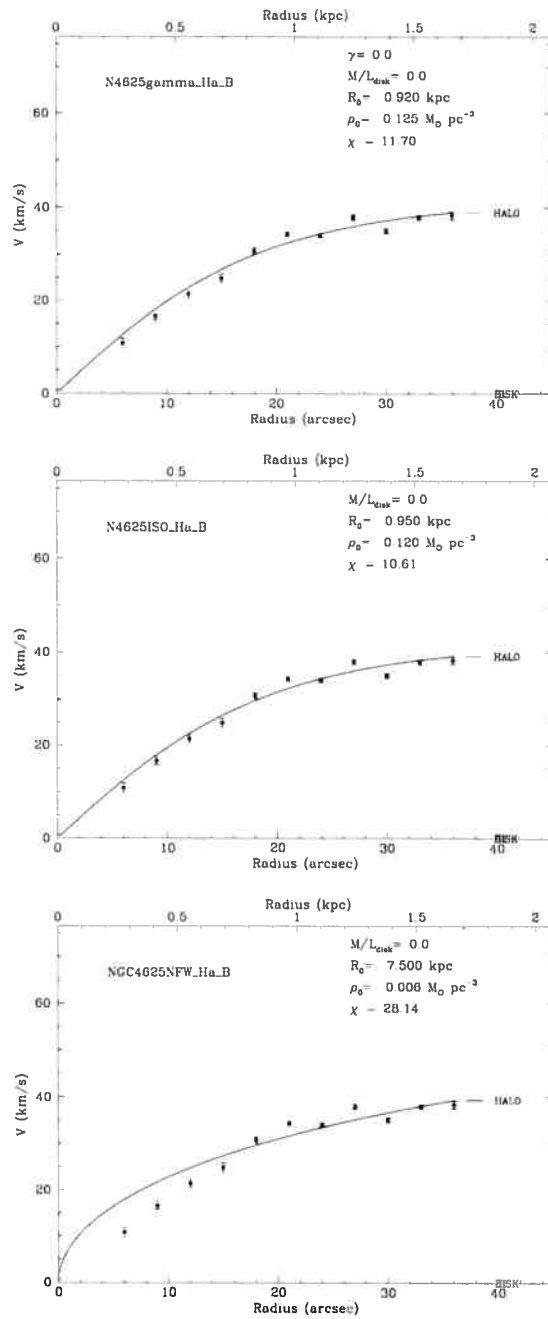


FIGURE 2.10 – *Different mass distributions for NGC 4625. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW*

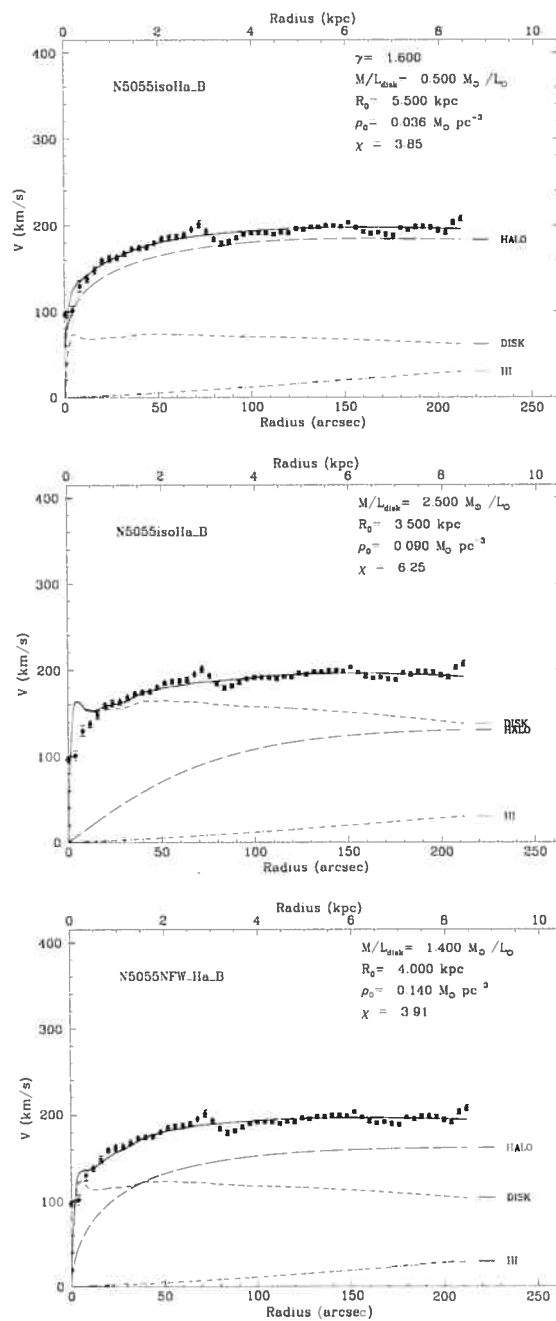


FIGURE 2.11 – Different mass distributions for NGC 5055. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW

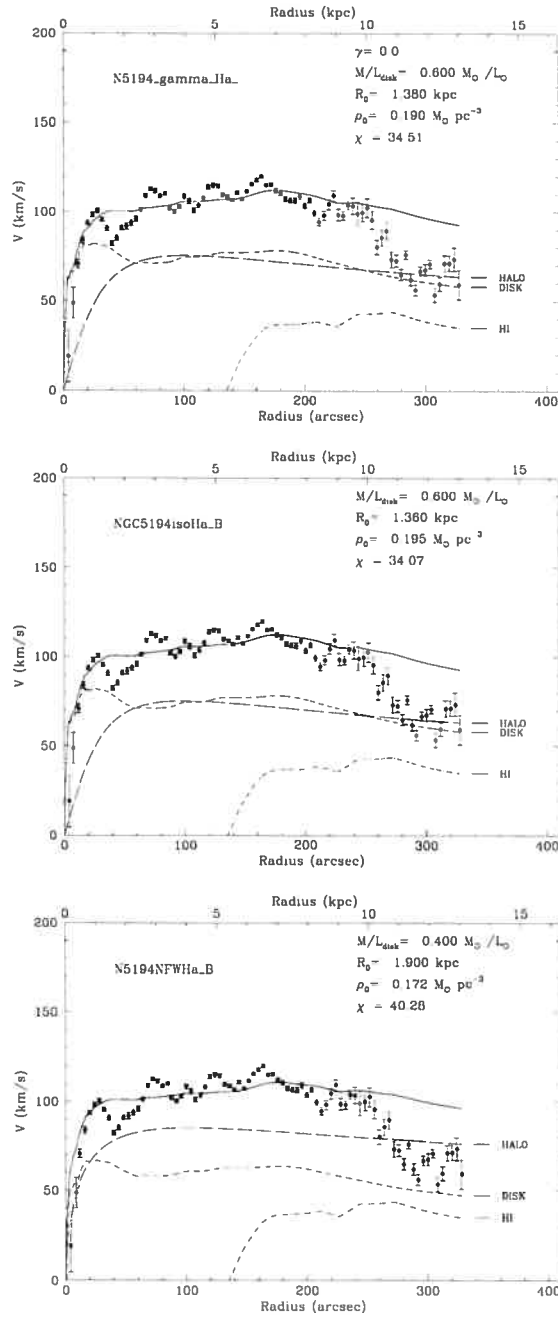


FIGURE 2.12 – Different mass distributions for NGC 5194. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW

TABLEAU 2.3 – *Halo parameters of the mass models using the H α RC*

Model	Galaxy (NGC)	$(M/L_B)_{\star}$ (M_{\odot}/L_{\odot})	r_0 (kpc)	ρ_0 (M_{\odot}/pc^3)	γ	χ^2
γ free	0628	0.00	5.60	0.076	1.00	17.19
	2976	2.20	2.00	0.046	0.00	14.11
	3031	1.10	3.00	0.360	0.00	32.44
	3184	1.00	3.10	0.280	0.00	10.72
	3521	1.60	7.40	0.025	1.65	10.20
	3621	1.50	14.00	0.011	1.00	79.04
	3938	1.40	5.00	0.015	0.70	9.92
	4625	0.00	0.92	0.125	0.00	11.70
	5055	0.50	5.50	0.036	1.60	3.85
	5194	0.60	1.38	0.190	0.00	34.51
pseudo-iso	0628	1.00	3.15	0.300		18.81
	2976 [†]	2.30	2.00	0.043		13.70
	3031	1.20	3.02	0.350		32.25
	3184	0.90	3.10	0.280		10.47
	3521	2.70	4.60	0.098		15.43
	3621	3.05	6.40	0.054		94.19
	3938	1.60	4.00	0.027		9.96
	4625	0.00	0.95	0.120		10.61
	5055	2.50	3.50	0.090		6.25
	5194	0.60	1.36	0.195		34.07
NFW	0628	0.00	8.20	0.070		16.48
	2976	3.10	10.00	0.001		16.85
	3031	0.00	5.20	0.190		36.80
	3184	0.00	13.50	0.030		22.47
	3521	1.50	5.00	0.134		10.71
	3621	0.14	14.00	0.019		66.48
	3938	1.10	9.50	0.009		9.75
	4625	0.00	7.50	0.006		28.14
	5055	1.40	4.00	0.140		3.91
	5194	0.40	1.90	0.172		40.28

2.5 Hybrid $H\alpha$ +HI Mass Modelling

The best way to obtain the real mass distribution of a galaxy is to do the mass modelling with hybrid $H\alpha$ +HI RC. In this way we get high-resolution in the inner part of the galaxy with the optical $H\alpha$ data and high sensitivity at large radius with the radio data. Unfortunately few HI RC are available in the literature. From our sample, only two galaxies have a hybrid curve: NGC 4625 and NGC 5055.

NGC 4625

For this galaxy, we combine the $H\alpha$ data for the inner part ($r < 50''$) with the HI RC derived by van Moorsel (1983) for velocities with radius beyond $50''$. A HI RC was recently obtained by Bush & Wilcots (2004), but since this curve is not well defined we prefer to use the one of van Moorsel (1983).

NGC 5055

We use the HI RC derived by Thornley & Mundy (1997) for the outer part of the curve ($165'' < r < 1035''$) whereas $H\alpha$ data have been use for the inner part ($r < 152''$).

The mass modelling obtained with the hybrid curves for those 2 galaxies follow. Table 4 shows the halo parameters obtained for each models. We discuss the results in §6.

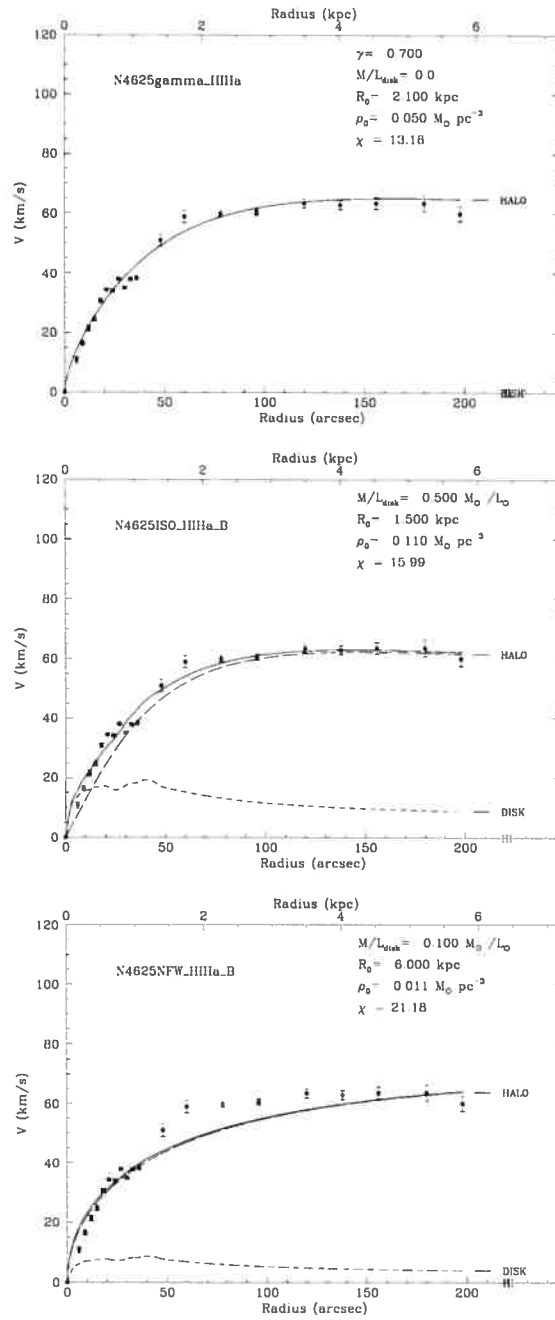


FIGURE 2.13 – Different mass distribution for NGC 4625 hybrid $H\alpha+H\text{I}$ curve. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW

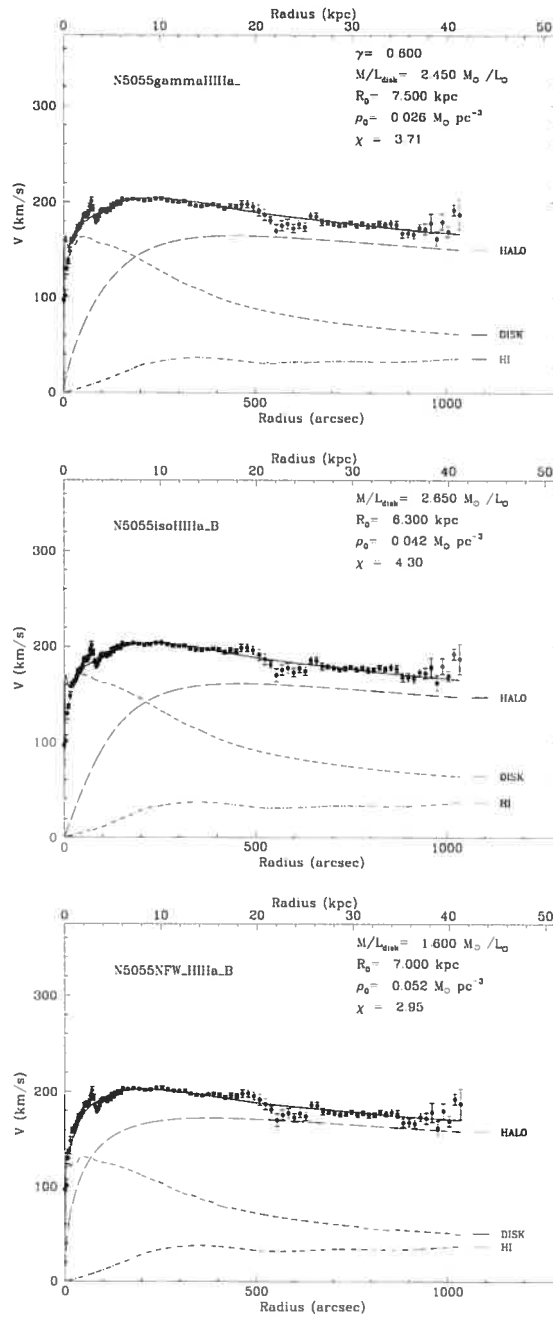


FIGURE 2.14 – Different mass distribution for NGC 5055 hybrid $H\alpha+H\text{I}$ curve. Top to bottom: Gamma free, pseudo-isothermal sphere and NFW

TABLEAU 2.4 – *Halo parameters for mass modelling with hybrid H α +HI RC*

Model	Galaxy (NGC)	(M/L_B) \star (M_\odot/L_\odot)	r_0 (kpc)	ρ_0 (M_\odot/pc^3)	γ	χ^2
γ free	4625	0.00	2.10	0.050	0.7	13.18
	5055	2.45	7.50	0.026	0.6	3.71
pseudo-iso	4625	0.50	1.50	0.110		15.99
	5055	2.65	6.30	0.042		4.30
NFW	4625	0.10	6.00	0.011		21.18
	5055	1.60	7.00	0.052		2.95

2.6 Discussion

A discussion for each individual galaxy is done in this section. A best-fit mass model has been obtained by a χ^2 minimization for each galaxy and for three different models. Usually, for a χ^2 minimization, the χ^2 value is the main key to compare the models. But, in this study, special care must be taken for the interpretation of the χ^2 values. As can be seen in table 2.3, table 2.4 and figure 2.3 to 2.14, the χ^2 values have no statistical meaning. The model with the lower χ^2 is not necessarily the best-fitted one. This is due to the precision of the data points. The fit is hard to obtain because the error bars are low. This is why the χ^2 values are generally high. So, we can not use the χ^2 values to distinguish which model is the best one, and then we have to include an other constraint, the M/L_B ratio.

For each galaxy, the free parameter of the disk, the (M/L_B) ratio, will be compared to the population synthesis model of Bell & de Jong (2001) (hereafter BdJ) from the observed ($B-V$) color of each galaxy². We also compare our results with the decreasing star formation rate model of Larson & Tinsley (1978) (hereafter LT). All the mass-to-luminosity ratio are given in M_\odot/L_\odot units, see Table 2.5.

²We compare our data with the fit to the variation of the stellar M/L ratio with galaxy color for the B-band in the formation epoch model with bursts. All the galaxy color ($B-V$) are taken in the RC3.

TABLEAU 2.5 – Reference used to compare the mass-to-luminosity ratio (M/L_B)

Name	Color (B-V) RC3	this study	Bell & de Jong 2001	Larson & Tinsley 1978
NGC 0628	0.56	0.0 - 1.0	0.7 - 1.6	1.2
NGC 2976	0.66	2.2 - 3.1	1.0 - 2.1	2.2
NGC 3031	0.95	0.0 - 1.2	5.0	5.3
NGC 3184	0.58	0.0 - 1.0	1.0 - 1.6	1.5
NGC 3521	0.81	1.5 - 2.7	3.0 - 3.8	3.6
NGC 3621	0.62	0.1 - 3.1	0.9 - 2.0	1.9
NGC 3938	0.52	1.1 - 1.6	0.8 - 1.3	1.0
NGC 4625	0.57	0.0	0.8 - 1.6	1.5
NGC 4625 H α +H I	0.57	0.0-0.5	0.8 - 1.6	1.5
NGC 5055	0.72	0.5 - 2.5	1.5 - 3.1	2.8
NGC 5055 H α +H I	0.72	1.6 - 2.7	1.5 - 3.1	2.8
NGC 5194	0.60	0.4 - 0.6	1.0 - 1.6	1.7

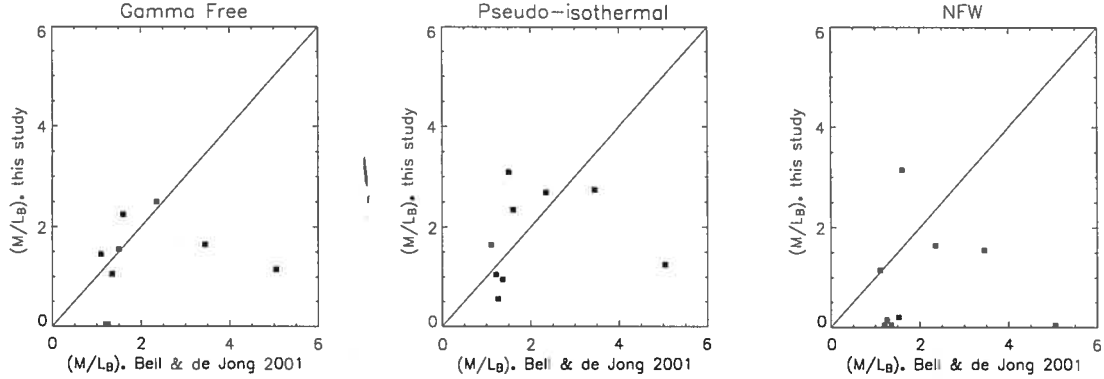


FIGURE 2.15 – *Mass-to-luminosity ratio $(M/L_B)_\star$ predicted vs our values for different models. Gamma free (left), pseudo-isothermal (middle) and NFW (right). The solid line represents the average value predicted. Values for NGC 4625 and NGC 5055 come from the hybrid curves models. NGC 5194 is not included since it is in interaction.*

NGC 628

This face-on galaxy is best fitted by the NFW model (Figure 3 bottom) and thus reveals a cuspy core. When we let the inner slope vary in the γ free model we see that the inner slope is $\gamma=1$ (Figure 3 top). For those two models there is no contribution of the stellar disk, $(M/L_B)_\star=0$, this is not an acceptable value. This ratio is less than the one expected (Bell & de Jong 2001) from the observed colors of $0.7 \lesssim (M/L_B)_\star \lesssim 1.6$. Those two models are thus ruled out. The value obtained with the pseudo-isothermal model $(M/L_B)_\star=1$ (Figure 3 middle) compares better to the values expected. A remark on this galaxy is that the neutral hydrogen distribution is much more extended than the $H\alpha$ distribution. Since the mass models were obtained only with the $H\alpha$ RC we only probe the kinematics in the inner part of this galaxy. A HI RC was derived by Kamphuis & Briggs (1992) but this RC can not be used because they have assumed a constant rotation velocity for $R \geq 240''$.

NGC 2976

This dwarf galaxy is best fitted with a flat inner slope $\gamma=0$ with the pseudo-isothermal model (Figure 4 middle). This can be comparable to Simon et al. (2003) who gets an inner slope -0.27 for the minimum disk and -0.01 for the maximum disk model. Our result is similar to the minimum disk scenario. If we compare the mass-to-luminosity ratio for the three models (Table 2.5), the value obtained by the NFW model is too high with $(M/L_B)_\star=3.1$. However the contribution of the disk obtained with the pseudo-isothermal $(M/L_B)_\star=2.3$ and the γ free $(M/L_B)_\star=2.2$ models reach the range expected. An HI RC was derived by a tilted-ring model for this galaxy (Stil & Israel 2002). For this dwarf the neutral hydrogen disk does not extend farther than the optical disk, thus a hybrid curve can not be made and used in mass modelling.

NGC 3031

In the inner parts of this galaxy there is a lack of $H\alpha$, this explains why the central part of the RC seems disturbed or at least not well defined (Figure 5). The pseudo-isothermal model gives the best fit and the γ free model confirms a constant inner slope $\gamma=0$. The highest value for $(M/L_B)_\star=1.2$ and is obtained for the pseudo-isothermal model, this value is nevertheless much less than the value expected which is $(M/L_B)_\star\sim 5$. This galaxy has been observed in HI by Rots (1975) but the RC was not derived with a tilted-ring model. This author has assumed fixed parameters and thus this HI RC is not combined with our $H\alpha$ data for the mass models. This galaxy has also been observed by Westpfahl & Adler (1996) but they did not give a rotation curve.

NGC 3184

For this face-on galaxy the best fit is given by the pseudo-isothermal sphere (Figure 6 middle). The γ free model gives almost the same values for all the parameters. The values $(M/L_B)_\star=0.9$ (pseudo-isothermal) and $(M/L_B)_\star=1.0$ (γ free) reach the lower limit of the range $1.0 \lesssim (M/L_B)_\star \lesssim 1.6$ predicted by BdJ. The NFW model overestimates the contribution of the dark halo in the inner parts ($r < 50''$) (Figure 6 bottom). The non-existent contribution of the disk with $(M/L_B)_\star=0$ implies that this model is eliminated.

NGC 3521

This galaxy is best fitted by the γ free model (Figure 6 top) with an inner slope $\gamma=1.65$. This cuspy density profile is closer to the profile proposed by Moore et al. (1999) where the inner slope is -1.5. But, the mass-to-luminous ratio obtained with this model is too low (half of the expected value). This model is thus ruled out. By the same way the NFW model (Figure 7 bottom) is also ruled out. The pseudo-isothermal model (figure 7 middle) gives more comparable value with $(M/L_B)_\star=2.7$. For this model the disk completely dominates the kinematics in the first kpc. Observations in HI has been made by Casertano & van Gorkom (1991) but their RC is only a straight average of the two sides of the galaxy, and thus only an approximation to the velocity field. We do not use this curve in our models.

NGC 3621

The NFW model gives the best fit for this galaxy (Figure 8 bottom) moreover an inner slope of 1 is obtained when γ is left as a free parameter (Figure 8 top). This galaxy has definitively a cuspy core. For NFW model, the dark halo dominates the potential at all radius and the contribution of the stellar disk is too low with $(M/L_B)_\star=0.14$. On the other hand, the γ free model gives a $(M/L_B)_\star=1.5$ which is exactly in the predicted values of $0.9 < (M/L_B)_\star < 2$. The pseudo-isothermal model gives a too high mass-to-luminous ratio of 3.05 and so this model is ruled out.

NGC 3938

This galaxy is nearly face-on with an kinematical inclination $i=7.7^\circ \pm 3.2$. The large uncertainty on the inclination imply an uncertainty of a factor 2 on the rotation velocity, since $V_{rot} \sim V_{obs}/\sin i$. If we use the kinematical inclination, the maximal velocity can reach 350 km/s, a value too high and unrealistic for this SAb type. For face-on galaxies the inclination cannot be well determined by the kinematics (Begeman 1987). In order to obtain a more reliable RC we use the photometric inclination ($i=24^\circ$)³ for this galaxy. At first sight all the models seem to fit the curve, but the NFW model gives the best fit and the $(M/L_B)_\star=1.1$ is closer to the expected value (Figure 9 bottom). The pseudo-isothermal model give a mass-to-luminous ratio of 1.6, a value slightly above the prediction but the fit is still good. The γ free model gives a inner slope $\gamma=0.7$, for this model $(M/L_B)_\star=1.4$, a value slightly above the one expected.

NGC 4625

This galaxy is the perfect example to show the necessity to use the hybrid H α +HI rotation curve for mass modelling. If we look at the mass models obtained with the H α RC only (Figure 10), we see that for all the models this galaxy is totally dark matter dominated. This galaxy can be compared to DDO 154 (Carignan & Purton 1998) or NGC 3109 (Jobin & Carignan 1990). In the case of dark matter dominated galaxy the disk cannot be constrained since it has a very small dynamical influence on the system. With H α observations we only see the rising part of the curve which is comparable to a solid-body. The low velocities of this galaxy imply a low mass object, hence a dwarf galaxy. The NFW model overestimates the halo contribution for $r < 16''$. The pseudo-isothermal and the γ free models give a better fit, but since the $(M/L_B)_\star=0$ for all the models, we need more information to constraint the disk and the halo parameters. We perform mass modelling with the hybrid H α +HI RC (Figure 13). The best fit is given by the γ free model and a inner slope $\gamma=0.7$, but since the mass-to-luminosity ratio $(M/L_B)_\star=0$, this model is ruled out. The pseudo-isothermal model give a value slightly under the one predicted for this parameter. The NFW model gives $(M/L_B)_\star = 0.1$ which is too low if we compare to the range $0.8 \lesssim (M/L_B)_\star \lesssim 1.6$ predicted by BdJ.

NGC 5055

Once again we can compare the results obtained with the H α RC alone and the results with the hybrid curve. The best fit is given by the γ free model with a slope of 1.60 (Figure 11 top) if we take only the optical curve. The disk contribution for this model is too low with $(M/L_B)_\star=0.5$. The NFW model gives also a good fit in this case $(M/L_B)_\star=1.4$ which is comparable to the lower value of the range $1.5 \lesssim (M/L_B)_\star \lesssim 3.1$ predicted by BdJ. The pseudo-isothermal model give a more compatible value for the disk where $(M/L_B)_\star=2.5$.

³Taken in the RC3

When we take the hybrid curve (Figure 14), the best fit is obtained with the NFW model but the $(M/L_B)_\star=1.6$ is far from the value 2.8 predicted by LT. On the other hand, the pseudo-isothermal model gives $(M/L_B)_\star=2.65$ which is exactly in the range expected by BdJ and close to the value predicted by LT. The γ free model gives also a good fit with an inner slope $\gamma=0.6$. The $(M/L_B)_\star$ obtained in this case is also comparable to the value predicted. The γ free model and the pseudo-isothermal model with high M/L ratio seem to be preferred by the stellar formation scenarios.

NGC 5194

This galaxy is in interaction with its companion NGC 5195 and mass modelling of this galaxy is a big challenge. The three models poorly fit the curve (Figure 12). We clearly see the curve decreasing in the outer part, for $r < 200''$.

2.7 Halo parameters' trends

The three parameters of the mass models: the mass-to-light ratio $(M/L_B)_\star$, the characteristic radius r_c and the central density ρ_0 are taken as independent free parameters. However, if we plot the parameters against each other, we see that they can be related. Many authors find a strong correlation between different parameters of the dark halo, (Blais-Ouellette 2000) for spirals and Garrido (2003) for dwarfs. Recently Kormendy & Freeman (2004) found, for a large sample of late-type galaxies, correlation between the halo parameters and the absolute magnitude in B band. They also found a relation between r_c and ρ_0 . The parameters used in this study are the ones obtained with the pseudo-isothermal model. In order to compare both studies, the halo parameters r_c and ρ_0 , are plotted as a function of the M_B (Figure 2.17 and 2.18 respectively). The absolute magnitudes in B band are taken from Kennicutt et al. (2003). The central density ρ_0 is also plotted as a function of the characteristic radius r_0 (Figure 2.16). For all these graphics, the values obtained for NGC 4625 and NGC 5055 are the ones obtained with the hybrid curve (Table 4), otherwise the parameters of Table 3 have been used. The values obtained for NGC 5194 are not included in the graphics, since this galaxy is in interaction. For the pseudo-isothermal model, figure 2.16-2.18 middle, the solid line represents the scaling law obtained by Kormendy & Freeman (2004).

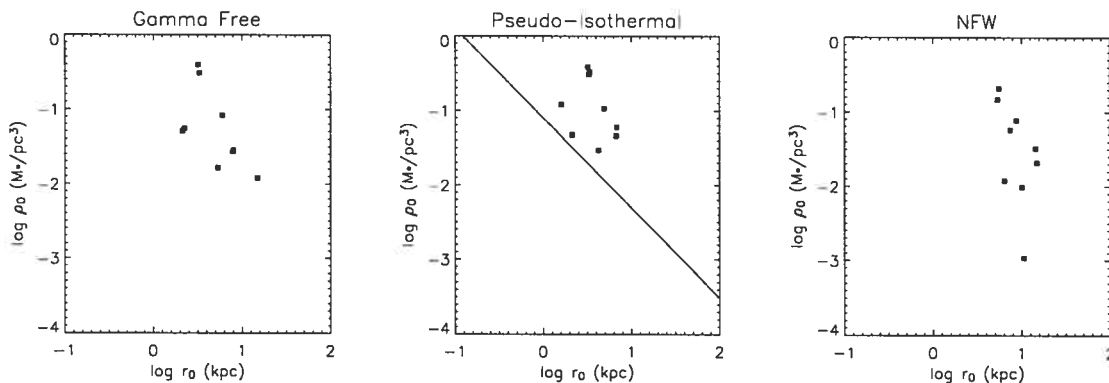


FIGURE 2.16 – Central density ρ_0 vs characteristic radius r_0 for different models. Gamma free (left), pseudo-isothermal (middle) and NFW (right). For the pseudo-isothermal model, the solid line represents the relation obtained by Kormendy & Freeman (2004)

In figure 2.16 (middle), we see that the galaxies in our sample have greater values for the characteristic radius and thus higher central densities than the late-type galaxies. The γ free model seems to show the same relation. The NFW model does not show any scaling law between r_0 and ρ_0 .

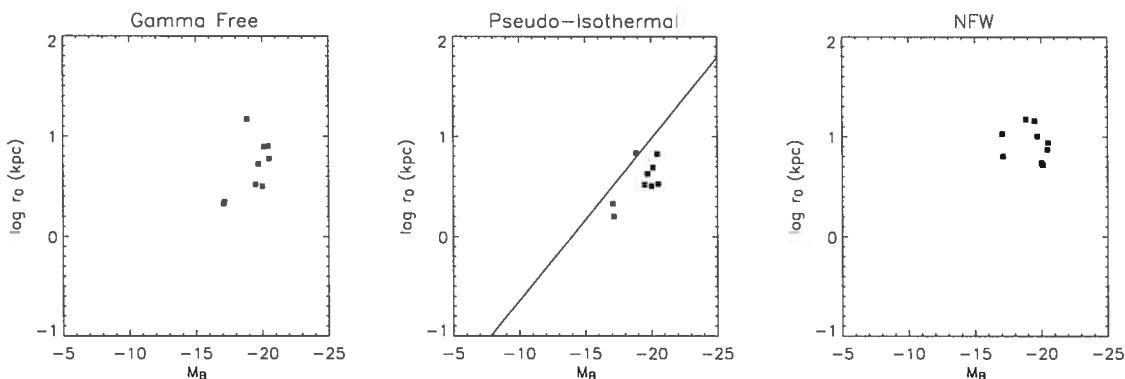


FIGURE 2.17 – Characteristic radius r_0 vs absolute magnitude M_B for different models. Gamma free (left), pseudo-isothermal (middle) and NFW (right). For the pseudo-isothermal model, the solid line represents the relation obtained by Kormendy & Freeman (2004)

Figure 2.17 (middle) shows that the characteristic radius follows the same relation as the one found for the late-types, but the values obtained are slightly above. Such a trend appears in the γ free model, but no trend can be seen in the NFW model.

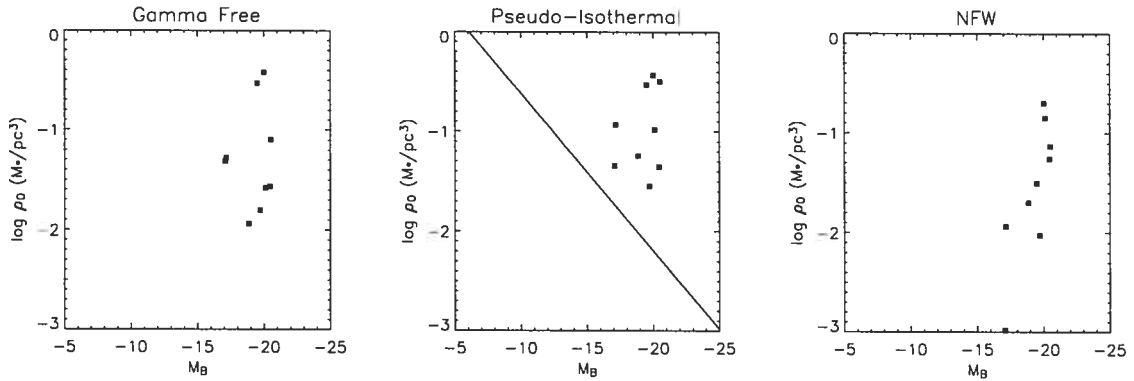


FIGURE 2.18 – Central density ρ_0 vs absolute magnitude M_B for different models. Gamma free (left), pseudo-isothermal (middle) and NFW (right). For the pseudo-isothermal model, the solid line represents the relation obtained by Kormendy & Freeman (2004)

For the pseudo-isothermal model, the central density is slightly higher for our sample than for the late-types (Figure 18 middle). Our data does not seem to follow the scaling law obtained by Kormendy & Freeman (2004). Overall, for the three models, no scaling law appears between ρ_0 and M_B .

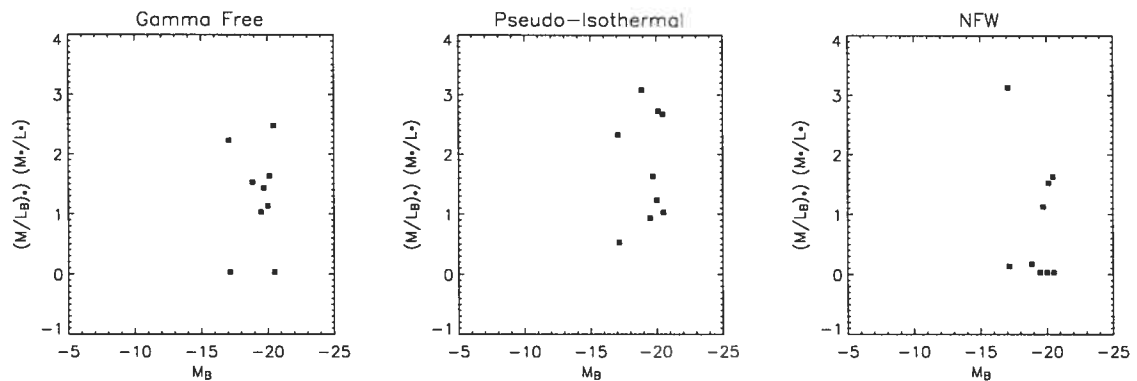


FIGURE 2.19 – Mass-to-luminosity ratio $(M/L_B)_\star$ vs absolute magnitude M_B for different models. Gamma free (left), pseudo-isothermal (middle) and NFW (right).

No scaling law appears between $(M/L_B)_\star$ and M_B , for the three models (Figure 2.19). For this analysis it is necessary to keep in mind that the morphological types of our sample are not very wide (SAab to SAM) and that the sample of Kormendy & Freeman (2004) is much wider (Sc-Im and dSph). Moreover our sample is not very large, thus the tendencies are not easy to see.

2.8 Conclusion

We have obtained high-resolution H α rotation curves for ten galaxies belonging to the SINGS sample. The galaxies chosen for our sample are the ones whose kinematics represents more closely the mass distribution since we have eliminated all the strong barred galaxies.

Three mass models have been computed for each galaxy: the γ free model in which the inner slope is left as a free parameter, the pseudo-isothermal model and the NFW model. For two galaxies (NGC 4625 and NGC 5055) three models have been obtained with a hybrid H α +HI curve. From this study, we can conclude that:

- In general the pseudo-isothermal model reproduces more closely the mass distribution for the galaxies in our sample.
- By comparing the values obtained for the parameters $(M/L_B)_\star$ with the ones predicted by Bell & de Jong (2001) (Figure 2.15), we see that in general for the γ free and the pseudo-isothermal models our values are located on both sides of (but not so far of) the values predicted. For the NFW model, almost all the values obtained are under the ones predicted. This model tends to underestimate the stellar contribution of the disk.
- For the pseudo-isothermal model: relations exist between the halo parameters r_0 and ρ_0 and between r_0 and M_B . These relations follow closely the scaling laws found for late-types galaxies.

Even if we reach the highest spatial and spectral resolution for the data, the conventional mass modelling used are clearly not good enough to represent the whole mass distribution of the galaxy. Therefore we should improve the mass models. We plan to do mass models using the velocity field instead of the classic rotation curve. For the future studies, we will use the three dimensionnal mass modelisation .

acknowledgments:

We are grateful to Valérie Carter and Laurent Chemin

Conclusion

Revoyons une dernière fois les faits saillants de cette étude. Dans le but de connaître la distribution de matière dans les galaxies, en particulier le profil de densité des halos sombres les entourant, la cinématique de dix galaxies a été étudiée. L'instrument FaNTOmM attaché à plusieurs grands télescopes tels que le 3.6m à La Silla/Chili de l'ESO, le 3.6m du CFHT et le 1.6m de l'Observatoire du mont Mégantic, a été utilisé afin de sonder l'effet Doppler sur la raie $H\alpha$ à $\lambda=6562.8 \text{ \AA}$. Cette raie d'émission provient des régions de formation stellaire qui sont situées dans les parties plus centrales des galaxies comparativement à l'hydrogène neutre qui s'étend généralement beaucoup plus loin en rayon. L'étude du $H\alpha$ a permis d'éviter les problèmes d'étalement du faisceau d'onde présent dans les données provenant d'observations radio. Aussi, puisque FaNTOmM est une caméra à intégrale de champ, elle permet d'éviter les problèmes dus au positionnement de la fente dans les observations longue fente. L'instrument FaNTOmM a donc permis d'obtenir des données cinématiques à haute résolution des parties internes des galaxies. Cette haute résolution était essentielle à la détermination exacte des pentes internes des profils de densité de matière sombre.

L'échantillon de galaxies étudié faisait partie du grand échantillon SINGS de 75 galaxies proches. Les dix galaxies choisies étaient de type spirale précoce non barrée ou faiblement barrée. Les cartes de champs de vitesses pour chaque galaxie avaient été obtenues dans le cadre d'une étude précédente (Daigle et al. 2005). Chacune de ces cartes a été utilisée pour créer une courbe de rotation propre à chaque galaxie. Les courbes de rotation ont été dérivées à l'aide de la routine ROTCUR de GIPSY un 'tilted-ring model'.

Une fois les courbes de rotation obtenues elles ont été insérées dans trois modèles de masse différents. Le modèle pseudo-isotherme à pente interne plate, le modèle NFW à pente interne piquée et le modèle où la pente interne est laissée libre. Ceci avait pour but de faire la lumière sur le conflit qui oppose les simulations numériques à N-corps basées sur le paradigme de la matière sombre froide qui prédisent des densités centrales très piquées et les observations qui montrent des densités centrales constantes. Les modèles de masse consistaient en une minimisation χ^2 dans l'espace à trois paramètres. Les trois paramètres fondamentaux tels que le rapport masse luminosité $(M/L_B)_\star$, le rayon caractéristique r_c et la densité centrale ρ_0 ont

été obtenus pour chaque modèle.

Les résultats de cette étude montrent que la majorité des galaxies sont mieux représentées par le modèle de la sphère pseudo-isotherme. Ce résultat est en accord avec plusieurs autres études publiées. Les observations faites sur les galaxies naines ou à faible brillance de surface démontrent aussi des profils de densité centrales constantes. La détermination de la pente interne des profils de densité des halos sombres permet de contraindre les paramètres des modèles de masse. Ainsi on a vu que pour le modèle NFW le paramètre $(M/L_B)_\star$ est souvent très bas et ne concorde pas aux valeurs calculées dans les modèles de formation stellaire. Par contre, les valeurs de ce paramètre obtenues avec le modèle pseudo-isotherme correspondent mieux à ceux prédits. De plus, l'étude montre que les deux paramètres propres aux halos sombres, r_c et ρ_0 , sont liés entre eux par une loi d'échelle comparable à celle décrite par Kormendy & Freeman (2004) pour le modèle pseudo-isotherme. Aucune dépendance entre ces paramètres n'est cependant visible dans le modèle NFW.

Cette étude a permis de tester la viabilité, à petite échelle, du modèle cosmologique de la matière sombre froide (CDM). Ce paradigme prédit un profil de densité universel, piqué au centre, pour les halos sombres des galaxies. Or, les résultats montrent que ce type de profil, comme celui de NFW, ne représente pas convenablement, de façon générale, les courbes de rotation des vitesses observées. Cette étude démontre que le modèle cosmologique de la matière sombre froide échoue à petite échelle comme celle des galaxies. Est-ce que les profils de densité des halos de matière sombre entourant les galaxies auraient été piqués dans le passé et se sont aplatis par quelques phénomènes physiques au cours du temps? Est-ce que les simulations numériques ont vraiment la résolution suffisante pour bien représenter les structures à petites échelles? Bien des questions restent sans réponse dans ce débat. Le conflit persiste donc encore entre les simulations numériques et les données observationnelles. Mais il est maintenant clair que la qualité des données observationnelles ne peut plus être à l'origine de ce conflit.

Du côté observationnel, tous les efforts ont été mis afin d'obtenir des données de la plus haute qualité. L'échantillon sélectionné était celui pour lequel la cinématique représentait le plus fidèlement la distribution de masse en éliminant les galaxies fortement barrées et en ne gardant que celles qui sont non barrées ou faiblement barrées. Nous avons utilisé une caméra à intégrale de champs à très haute sensibilité: la caméra à comptage de photon FaNTOMM. Grâce au lissage adaptatif nous avons pu tirer le maximum d'information en chaque point des galaxies. Les courbes de rotation obtenues sont donc de la plus grande résolution spatiale et spectrale.

Malgré cela, il n'a pas été possible de clairement privilégier un modèle plutôt qu'un autre

par les modèles de masse qui consistaient en une minimisation du χ^2 . Une contrainte sur les rapports $(M/L_B)_\star$ a due être imposée. Les données sont désormais si précises que les ajustements par minimisation du χ^2 deviennent de plus en plus difficiles, nous donnant donc des valeurs de χ^2 très élevées. L'étude aura aussi permis de voir que les courbes de rotation ne représentent pas la distribution de masse dans son intégrité. Pour les études futures, il est projeté d'utiliser les champs de vitesses dans les modèles de masse plutôt que les courbes de rotation. Il s'agira de faire de la modélisation à trois dimensions sur les champs de vitesses.

De plus, par soucis de continuelle amélioration de la qualité des données, une nouvelle caméra à comptage de photon est présentement en développement. Ce projet est une collaboration entre le LAM et le LAE. La caméra L3CCD (Low Light Level charge coupled device) est essentiellement une caméra CCD n'ayant peu ou pas de bruit de lecture. Le L3CCD offrira en principe la haute efficacité quantique des CCD (90%) tout en n'ayant aucun bruit de lecture (Daigle et al. 2004). Lorsqu'on utilisera cette caméra dans un régime de faible flux, il sera possible d'obtenir un rapport signal sur bruit comparable à celui d'une caméra CCD conventionnelle. Le L3CCD permettra d'obtenir plus de flux, donc une meilleure couverture du champs de vitesses, pour les objets à faible flux, comme les galaxies LSB et naines. Ce mémoire présente probablement une des dernières études fait à l'aide des caméras CCD conventionnelles.

Les modèles de masse pour plusieurs autres galaxies appartenant à l'échantillon SINGS seront faits prochainement. Ceci permettra d'obtenir la distribution de masse pour un échantillon beaucoup plus large et varié en terme de type morphologique. Les prochaines études combineront la technologie du L3CCD aux modèles de masse 3D. L'étude suivra donc son cours dans les années à venir.

Bibliographie

- Amram, P. 1991, Ph.D. Thesis, Université de Provence
- Barton, E. J., Bromley, B. C., & Geller, M. J. 1999, *ApJ*, 511, L25
- Begeman, K. 1987, Ph.D. Thesis, Rijksuniversiteit Groningen
- Bell, E. F. & de Jong, R. S. 2001, *ApJ*, 550, 212
- Blais-Ouellette, S. 2000, Ph.D. Thesis, Université de Montréal
- Blais-Ouellette, S., Amram, P., & Carignan, C. 2001, *AJ*, 121, 1952
- Blais-Ouellette, S., Amram, P., Carignan, C., & Swaters, R. 2004, *A&A*, 420, 147
- Blais-Ouellette, S., Carignan, C., Amram, P., & Côté, S. 1999, *AJ*, 118, 2123
- Bode, P., Ostriker, J. P., & Turok, N. 2001, *ApJ*, 556, 93
- Bolatto, A. D., Simon, J. D., Leroy, A., & Blitz, L. 2002, *ApJ*, 565, 238
- Bosma, A. 1978, Ph.D. Thesis, Rijkuniversiteit Groningen
- . 1981a, *AJ*, 86, 1791
- . 1981b, *AJ*, 86, 1825
- Broeils, A. H. & van Woerden, H. 1994, *A&AS*, 107, 129
- Bush, S. J. & Wilcots, E. M. 2004, *AJ*, 128, 2789
- Carignan, C. & Freeman, K. C. 1985, *ApJ*, 294, 494
- Carignan, C. & Purton, C. 1998, *ApJ*, 506, 125
- Casertano, S. & van Gorkom, J. H. 1991, *AJ*, 101, 1231
- Cen, R. 2001, *ApJ*, 546, L77
- Cruz, F. & Velázquez, H. 2004, *ApJ*, 612, 593
- Daigle, O., Carignan, C., Amram, P., Heranandez, O., Chemin, L., Balkowski, C., & Kennicutt, R. 2005, submitted to *MNRAS*
- Daigle, O., Gach, J., Guillaume, C., Carignan, C., Balard, P., & Boisin, O. 2004, in *Proc. of the SPIE*, 5499, 219
- Dalcanton, J. J. & Bernstein, R. A. 2000, *AJ*, 120, 203

- de Blok, W. J. G. 2003, in *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, 17
- de Blok, W. J. G. & Bosma, A. 2002, *A&A*, 385, 816
- de Blok, W. J. G., Bosma, A., & McGaugh, S. 2003, *MNRAS*, 340, 657
- de Blok, W. J. G. & McGaugh, S. S. 1998, *ApJ*, 508, 132
- de Blok, W. J. G., McGaugh, S. S., Bosma, A., & Rubin, V. C. 2001a, *ApJ*, 552, L23
- de Blok, W. J. G., McGaugh, S. S., & Rubin, V. C. 2001b, *AJ*, 122, 2396
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G., Buta, R. J., Paturel, G., & Fouque, P. 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies (Volume 1-3, XII, 2069 pp. 7 figs.. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York)*
- Debattista, V. P. & Sellwood, J. A. 2000, *ApJ*, 543, 704
- Eke, V. R., Navarro, J. F., & Steinmetz, M. 2001, *ApJ*, 554, 114
- El-Zant, A., Shlosman, I., & Hoffman, Y. 2001, *ApJ*, 560, 636
- Freeman, K. C. 1970, *ApJ*, 160, 811
- Fukushige, T., Kawai, A., & Makino, J. 2004, *ApJ*, 606, 625
- Garrido, O. 2003, Ph.D. Thesis, Université Provence Aixd-Marseille I
- Gentile, G., Salucci, P., Klein, U., Vergani, D., & Kalberla, P. 2004, *MNRAS*, 351, 903
- Ghigna, S., Moore, B., Governato, F., Lake, G., Quinn, T., & Stadel, J. 2000, *ApJ*, 544, 616
- Gnedin, O. Y. & Zhao, H. 2002, *MNRAS*, 333, 299
- Goodman, J. 2000, *New Astronomy*, 5, 103
- Hayashi, E., Navarro, J. F., Power, C., Jenkins, A., Frenk, C. S., White, S. D. M., Springel, V., Stadel, J., & Quinn, T. R. 2004, *MNRAS*, 355, 794
- Hemsendorf, M. 2003, *Ap&SS*, 284, 561
- Hernandez, O., Carignan, C., Amram, P., Chemin, L., & Daigle, O. 2005, *MNRAS*, accepted (astro-ph/0504393)
- Jarrett, T. H., Chester, T., Cutri, R., Schneider, S. E., & Huchra, J. P. 2003, *AJ*, 125, 525
- Jobin, M. & Carignan, C. 1990, *AJ*, 100, 648
- Kamphuis, J. & Briggs, F. 1992, *A&A*, 253, 335
- Kaplinghat, M., Knox, L., & Turner, M. S. 2000, *Physical Review Letters*, 85, 3335
- Kennicutt, R. C., Armus, L., Bendo, G., Calzetti, D., Dale, D. A., Draine, B. T., Engelbracht, C. W., Gordon, K. D., Grauer, A. D., Helou, G., Hollenbach, D. J., Jarrett, T. H., Kewley, L. J., Leitherer, C., Li, A., Malhotra, S., Regan, M. W., Rieke, G. H., Rieke, M. J., Roussel, H., Smith, J. T., Thornley, M. D., & Walter, F. 2003, *PASP*, 115, 928
- Kormendy, J. & Freeman, K. C. 2004, in *IAU Symposium*, 377

- Larson, R. B. & Tinsley, B. M. 1978, *ApJ*, 219, 46
- Marchesini, D., D'Onghia, E., Chincarini, G., Firmani, C., Conconi, P., Molinari, E., & Zaccari, A. 2002, *ApJ*, 575, 801
- Milgrom, M. 1983, *ApJ*, 270, 365
- Moore, B., Quinn, T., Governato, F., Stadel, J., & Lake, G. 1999, *MNRAS*, 310, 1147
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1995, *MNRAS*, 275, 56
- . 1997, *ApJ*, 490, 493
- Navarro, J. F., Hayashi, E., Power, C., Jenkins, A. R., Frenk, C. S., White, S. D. M., Springel, V., Stadel, J., & Quinn, T. R. 2004, *MNRAS*, 349, 1039
- Ostriker, J. P. & Peebles, P. J. E. 1973, *ApJ*, 186, 467
- Ostriker, J. P., Peebles, P. J. E., & Yahil, A. 1974, *ApJ*, 193, L1
- Peebles, P. J. E. 2000, *ApJ*, 534, L127
- Pellet, A. & Simien, F. 1982, *A&A*, 106, 214
- Rand, R. J., Kulkarni, S. R., & Rice, W. 1992, *ApJ*, 390, 66
- Rhee, G., Valenzuela, O., Klypin, A., Holtzman, J., & Moorthy, B. 2004, *ApJ*, 617, 1059
- Roberts, M. S. & Whitehurst, R. N. 1975, *ApJ*, 201, 327
- Rots, A. H. 1975, *A&A*, 45, 43
- Salucci, P., Walter, F., & Borriello, A. 2003, *A&A*, 409, 53
- Sanders, R. H. & McGaugh, S. S. 2002, *ARA&A*, 40, 263
- Simon, J. D., Bolatto, A. D., Leroy, A., & Blitz, L. 2003, *ApJ*, 596, 957
- Simon, J. D., Bolatto, A. D., Leroy, A., Blitz, L., & Gates, E. L. 2005, *ApJ*, 621, 757
- Smith, S. 1936, *ApJ*, 83, 23
- Sommer-Larsen, J., Götz, M., & Portinari, L. 2003, *ApJ*, 596, 47
- Spergel, D. N. & Steinhardt, P. J. 2000, *Physical Review Letters*, 84, 3760
- Stil, J. M. & Israel, F. P. 2002, *A&A*, 389, 42
- Swaters, R. A. 1999, Ph.D. Thesis
- Swaters, R. A., Madore, B. F., van den Bosch, F. C., & Balcells, M. 2003a, *ApJ*, 583, 732
- Swaters, R. A., Verheijen, M. A. W., Bershady, M. A., & Andersen, D. R. 2003b, *ApJ*, 587, L19
- Thornley, M. D. & Mundy, L. G. 1997, *ApJ*, 484, 202
- van Albada, T. S., Bahcall, J. N., Begeman, K., & Sancisi, R. 1985, *ApJ*, 295, 305
- van den Bosch, F. C., Robertson, B. E., Dalcanton, J. J., & de Blok, W. J. G. 2000, *AJ*, 119, 1579

- van den Bosch, F. C. & Swaters, R. A. 2001, MNRAS, 325, 1017
- van der Kruit, P. C. & Shostak, G. S. 1982, A&A, 105, 351
- van Moorsel, G. A. 1983, A&AS, 54, 19
- Weinberg, M. D. 2003, in IAU Symposium, 215
- Weinberg, M. D. & Katz, N. 2002, ApJ, 580, 627
- Westpfahl, D. J. & Adler, D. S. 1996, in ASP Conf. Ser. 106: The Minnesota Lectures on Extragalactic Neutral Hydrogen, 96
- Wevers, B. M. H. R., van der Kruit, P. C., & Allen, R. J. 1986, A&AS, 66, 505
- Yoshida, N., Springel, V., White, S. D. M., & Tormen, G. 2000, ApJ, 544, L87
- Zhao, H. 1996, MNRAS, 278, 488
- Zwicky, F. 1933, Helvetica Physica Acta, 6, 110