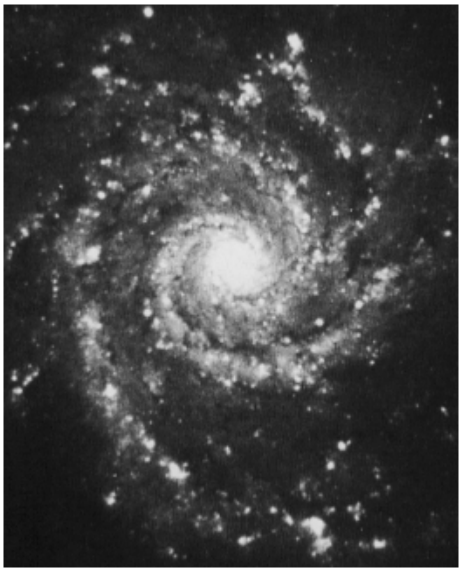
Cinématique Stellaire dans les Galaxies Spirales



Magistère des Sciences de la Matière, 1ère Année
École normale supérieure de Lyon

Juin/Juillet 1999

Brice Goglin

Sous la direction de François Simien
Observatoire de Lyon — 69 561 Saint-Genis-Laval Cedex

Résumé

Le but initial de ce stage était l'étude de la dynamique du centre des galaxies spirales.

Huit galaxies ont été modélisées par une étude photométrique. J'ai ensuite utilisé les équations de Jeans pour en déduire le mouvement des étoiles principalement dans le bulbe des galaxies mais parfois, également dans une partie du disque.

La présence de poussière dans les galaxies spirales m'a posé d'importants problèmes lors de la modélisation, et il a fallu trouver des méthodes pour contourner cette difficulté.

Les profils cinématiques obtenus sont souvent très proches de ce que donnent les mesures spectrographiques. L'hypothèse de l'anisotropie de la dispersion des vitesses semble par ailleurs pouvoir améliorer la modélisation. Cela permet alors d'étudier les rapports Masse/Luminosité dans ce type de galaxie.

Sommaire

Introduction

Dans l'Univers, la matière a tendance à s'organiser de manière très inhomogène. A l'échelle atomique, la quasi-totalité de la masse est concentrée dans le noyau, laissant un immense vide tout autour.

A plus grande échelle, l'organisation des astres est assez similaire. La matière est concentrée dans les étoiles et un immense vide les sépare.

De la même façon, les étoiles sont rassemblées en galaxies, elles-mêmes isolées au milieu du vide intersidéral.

Tout comme il existe différents types de noyaux atomiques ou d'étoiles, l'observation des galaxies permet d'en distinguer plusieurs classes.

Contrairement aux elliptiques dont la grande régularité permet une étude assez facile du fait des nombreuses propriétés de symétrie qui simplifient les équations, les galaxies spirales présentent de grands écarts à l'axisymétrie, des gigantesques bras qui s'enroulent autour du bulbe central.

Un modèle supposant que la galaxie étudiée, bien qu'elle soit spirale, reste presque axisymétrique, permet d'en déduire la vitesse moyenne des étoiles et sa dispersion, en fonction de la distance au centre.

La comparaison de ces résultats cinématiques avec les mesures spectroscopiques permettent alors de conclure sur la validité des hypothèses.

La première partie sera donc consacrée à la modélisation des galaxies à partir de données photométriques et au problème posé par la poussière. La seconde partie présentera l'application de ces modèles photométriques à l'étude cinématique et à la détermination du rapport Masse/Luminosité. Enfin, les résultats seront présentés dans la troisième partie.

Chapitre 1

Étude Photométrique

Les galaxies que j'ai étudiées ont été photographiées à l'Observatoire de Haute-Provence grâce à un télescope de 120 cm.

Elles se trouvent à des distances de l'ordre de la dizaine de Megaparsecs (1 pc = 3.27 al = $3,1.10^{16}$ km). Leur diamètre apparent est de quelques centaines de seconde d'arc, ce qui impose au capteur CCD qui prend la photographie, d'avoir une très grande résolution. On dispose ici d'images dont la résolution est de l'ordre de 0,8 secondes d'arc.

C'est directement à ces photos que j'ai appliqué la méthode MGE (*Multi-Gaussian Expansion*, voir dans [4] pour obtenir des précisions) qui permet de modéliser la luminosité par une somme de gaussiennes.

1.1 Modèle et Décomposition en Gaussiennes

1.1.1 Le Choix du Modèle

Pour pouvoir faire un traitement cinématique, il faut modéliser l'intensité émise par les différents points de la galaxie. Cependant, les équations que l'on a ensuite à résoudre étant assez complexes, il convient de modéliser en utilisant des fonctions "sympathiques".

La répartition de la luminosité dans les galaxies semble proche d'une gaussienne. Par ailleurs, cette courbe permet de respecter l'hypothèse de symétrie de révolution autour de l'axe de la galaxie et a l'avantage de rendre simple les convolutions.

En revanche, cela présente l'inconvénient de nous restreindre à des galaxies dont la géométrie est proche de l'axisymétrie. Les galaxies que j'ai etudiées sont donc des spirales non-barrées (Voir Annexe B).

1.1.2 La PSF

Les images que j'ai été amené à étudier ayant été prises sur Terre, elles ont subit les effets des turbulences dans l'atmosphère qui provoquent un effet de flou. L'OHP n'étant pas situé dans une zone où le ciel est très pur, le flou est particulièrement présent.

L'effet de flou se décrit en effectuant le produit de convolution de l'image par une gaussienne à deux dimensions. Cette gaussienne est nommée PSF (*Point Spread Fonction*).

Dans la plupart des cas, l'effet de flou est isotrope. Mais parfois, il arrive qu'il soit plus important dans une direction. On le représente alors par une fonction du type :

$$\kappa\ e^{-\frac{1}{2\sigma_{\mathrm{PSF}}^2}\left(x^2+\frac{y^2}{q_{\mathrm{PSF}}^2}\right)}$$

L'intensité κ de cette gaussienne est déterminée par le fait que, par conservation de l'intensité lumineuse dans l'atmosphère, la PSF doit être normée.

On explicite les relations entre les coefficients d'une gaussienne apparente (indice "conv") et ceux de la gaussienne théorique qui lui correspond (sans indice) :

$$\left\{\begin{array}{rcl} I_{\mathrm{conv}}\sigma_{\mathrm{conv}}^2 q_{\mathrm{conv}} & = & I\sigma^2 q \\ \sigma_{\mathrm{conv}}^2 & = & \sigma^2+\sigma_{\mathrm{PSF}}^2 \\ q_{\mathrm{conv}}^2\sigma_{\mathrm{conv}}^2 & = & q^2\sigma^2+q_{\mathrm{PSF}}^2\sigma_{\mathrm{PSF}}^2 \end{array}\right.$$

Reste tout de même à mesurer la PSF. Comme toute fonction, elle est égale à sa convolution par la fonction δ de Dirac. Une étoile possède un diamètre apparent très inférieur à la résolution du capteur CCD. On peut donc considérer que l'intensité émise par une étoile est un δ de Dirac. La PSF sera donc déterminée en observant la tache engendrée par une étoile. Etant donné qu'il y a toujours des étoiles proches entre l'observateur et la galaxie, il y a toujours des taches de ce genre dans le champ et la mesure de la PSF par cette méthode est donc toujours possible.

1.1.3 La Décomposition en Pratique

On est donc amené à rechercher la gaussienne qui représente le mieux la luminosité de la galaxie. En fait, il s'avère que l'utilisation d'une seule gaussienne ne suffit pas. Il faut en superposer plusieurs pour obtenir une modélisation convenable.

On va donc considérer une gaussienne théorique puis considérer la PSF pour déterminer la gaussienne apparente correspondante. C'est cette dernière qui sera comparée à l'image de la galaxie mais c'est bien évidemment la première qui formera la modélisation.

On cherche donc une première gaussienne puis on corrige l'erreur résultante en en ajoutant une seconde et ainsi de suite. En fait, les premières gaussiennes ne sont pas fixées lors du calcul des suivantes, elles sont toutes ajustées simultanément afin d'optimiser la précision de la modélisation.

1.2 Descriptions des Gaussiennes

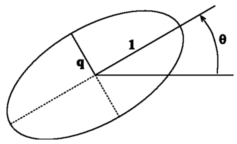
1.2.1 Les Paramètres

Les gaussiennes sont évidemment caractérisées par leur intensité I et leur largeur σ.

Les galaxies spirales sont très aplaties et il est très rare que l'observateur soit placé sur leur axe de révolution. La plupart de ces galaxies nous apparaissent donc inclinées. Elles sont alors délimitées par des ellipses, dont l'inclinaison dans le plan du ciel est variable.

Il apparaît donc deux paramètres supplémentaires pour chaque gaussienne, son rapport grand axe/petit axe, noté q, et l'inclinaison θ de son grand axe.

Cependant, pour simplifier les calculs qu'on sera amené à faire avec les gaussiennes, on convient que cet angle θ est le même pour chaque gaussienne, ce qui est assez logique dans la mesure où toutes les parties de la galaxie sont inclinées de la même façon. En revanche, comme on va le voir, le paramètre q ne peut pas être indépendant de la gaussienne considérée.



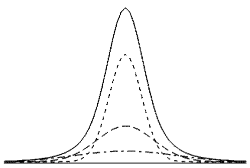
Finalement, en plaçant les axes du repère de façon à annuler θ, on obtient une modélisation de l'intensité sous la forme :

$$\sum_i I_i e^{-\frac{1}{2\sigma_i^2}\left(x^2+\frac{y^2}{q_i^2}\right)}$$

1.2.2 Évolution Théorique des Paramètres

Lorsqu'on a calculé la première gaussienne approximant la luminosité d'une galaxie, on en ajoute une seconde dont l'intensité est bien évidemment inférieure, puisqu'on cherche à corriger les petites erreurs résiduelles.

L'ajout de gaussiennes supplémentaires apparaît surtout lorsqu'après avoir modélisé la galaxie au voisinage du centre, on s'aperçoit que le modèle ne convient plus pour des zones plus éloignées.



Une Décomposition en 1 Dimension

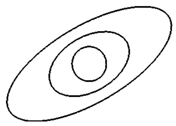
On cherche donc essentiellement à corriger l'erreur loin du centre. La nouvelle gaussienne que l'on va introduire aura donc non-seulement une intensité inférieure mais une aussi une largeur supérieure.

Ces galaxies sont constituées d'une partie centrale très lumineuse appelée “bulbe” et d'un disque qui l'entoure. Le bulbe a une géométrie proche d'une boule tandis que le disque est beaucoup plus aplati. Le bulbe étant très lumineux, c'est lui qui va déterminer les premières gaussiennes. Mais comme il est presque sphérique, son aspect est peu dépendant de l'angle sous lequel on le regarde.

Les gaussiennes centrales sont donc caractérisées par des paramètres q proches de 1. En revanche, les gaussiennes les plus extérieures décrivent essentiellement le disque et sont donc fortement sensibles à l'angle de visée. Elles auront donc des paramètres q proches du rapport apparent entre grand et petit axes de la galaxie.

Les coefficients caractérisant les gaussiennes seront donc censés évoluer comme suit :

L'intensité diminue tandis que la largeur augmente et que l'aplatissement q passe de 1 à l'aplatissement apparent de la galaxie. Plus la modélisation d'une galaxie ne respecte pas ces conditions, plus l'hypothèse d'axisymétrie pourra être remise en cause.



Évolution du Facteur q

La présence d'écarts à l'axisymétrie tels que la présence d'une barre (voir Annexe B) peut par exemple conduire à trouver une gaussienne dont le paramètre q est supérieur à 1. Comme q est le rapport grand axe sur petit axe, on sait alors que la gaussienne n'est pas tournée dans la bonne direction et que donc, les hypothèses ne sont plus bonnes.

1.3 Poussière et Asymétrie

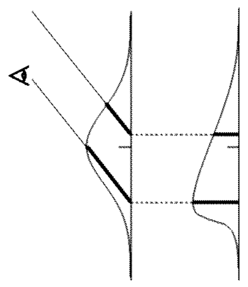
Les quelques galaxies spirales qui se montrent à nous par la tranche nous permettent de constater qu'elles sont traversées de part en part par un fin disque de poussière. Lorsqu'on observe une galaxie de face, une partie de la lumière émise par la partie située derrière ce disque, est absorbée par la poussière.

Le manque de luminosité n'est pas très grave en lui-même. Par contre, l'absorption engendre des déformations importantes de l'image qui nous parvient, d'autant plus importantes que l'observateur s'éloigne de l'axe de révolution de la galaxie.

1.3.1 Déformation de l'Image par la Poussière

Pour décrire ce phénomène, nous allons envisager un exemple. On se place donc dans le cas ou l'observateur reçoit la lumière de la galaxie, faisant un angle de 45 degrés avec l'axe. On considére que la galaxie est délimitée par deux gaussiennes circulaires identiques, ce qui met bien en valeur la présence du bulbe.

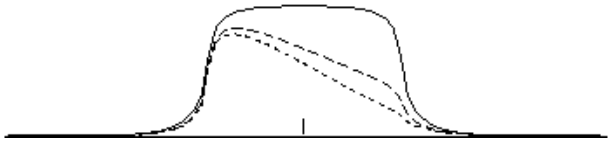
La luminosité reçue par l'observateur est la somme des luminosités de chaque étoile située sur la ligne de visée.



On étudie tout d'abord l'intensité lumineuse émise par la moitié de galaxie située du même côté de la poussière que l'observateur :

Le schéma ci-contre montre à gauche, en gras la zone traversée par la ligne de vue. La courbe de droite représente la somme de l'intensité lumineuse sur cette zone, et donc, l'intensité reçue en fonction de la direction de la ligne de visée. On a donc en fait, une gaussienne décalée et déformée pour les étoiles situées devant le disque.

Les étoiles situées derrière le disque de poussière sont quant à elles, décrites par une gaussienne du même type, mais décalée et déformée dans l'autre sens. Par ailleurs, la poussière absorbant une partie de la luminosité, la hauteur de cette courbe sera moindre.



La somme des deux donne un résultat dépendant beaucoup de l'absorption par la poussière. Le graphique ci-dessus représente la luminosité apparente dans 3 cas : aucune absorption (trait plein), 66% d'absorption (longs pointillés) et 90% (petits pointillés). Chaque fois qu'il y a absorption par la poussière du disque, une forte asymétrie apparaît.

1.3.2 Le Problème posé par l'Asymétrie

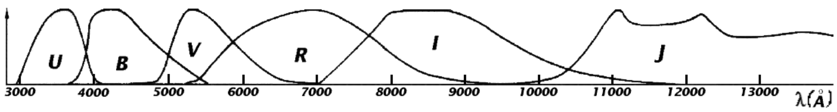
Notre modèle décrit la luminosité des galaxies par une somme de gaussiennes. Cela impose donc à la luminosité d'être maximale au centre de la galaxie puis de décroître indépendamment de la direction lorsqu'on s'éloigne de ce centre.

Comme le montrent les courbes du paragraphe précédent, la poussière a pour effet de décaler le maximum de luminosité, celui-ci ne se trouvant plus au centre de la galaxie. Par ailleurs, la décroissance de la luminosité est beaucoup plus rapide d'un côté que de l'autre. Tout cela conduit l'image à ne plus respecter l'hypothèse d'axisymétrie et rend difficile la modélisation sous la forme d'une somme de gaussienne.

1.3.3 Les Différents Domaines d'Observation

L'absorption par un corps dépend beaucoup de la longueur d'onde. On sait que la poussière absorbe d'autant plus le rayonnement que sa longueur d'onde est élevée.

Les photographies que j'ai utilisées ont été réalisées dans l'infrarouge (bande I) ou dans le visible (bande V). La poussière a une plus grande influence sur les images de la bande V que sur celle de la bande I. On sait même que l'absorption en magnitude est 2 fois plus grande dans la bande V. Les images de la bande I étant moins déformées, elles se prètent mieux à notre modélisation.



Si j'avais disposé d'images prises dans la bande K (infrarouge beaucoup plus long que dans la bande I, autour de 2,3 microns), l'absorption aurait alors été réduite d'un facteur 10, et l'asymétrie aurait presque totalement disparu. Cependant, aucune image dans cette bande n'était à ma disposition.

Chapitre 2

Application à la Cinématique

Nous allons maintenant voir comment la modélisation photométrique peut être utilisée pour retrouver des résultats sur la cinématique des galaxies.

2.1 Obtention des Équations du Mouvement

2.1.1 Les Équations de Jeans

La conservation de la masse s'exprime grâce à l'équation de Boltzmann. La probabilité de choc entre deux étoiles étant très faible, on se place dans le cas sans collision. En notant $f(x, y, z, v_x, v_y, v_z)\, d^3\tau\, d^3\vec{v}$ la densité d'étoiles situées dans le volume élémentaire $d\tau$ autour du point (x, y, z) et possédant une vitesse située dans $d^3\vec{v}$ autour de (v_x, v_y, v_z), on a :

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \vec{v}.\vec{\nabla} f - \vec{\nabla}\Phi.\frac{\partial f}{\partial \vec{v}} = \frac{df}{dt} = 0$$

On note $\rho = \displaystyle\int f\, d^3\vec{v}$ la densité spatiale d'étoiles. Si a est une fonction du point et de la vitesse, on note $\overline{a} = \dfrac{1}{\rho}\displaystyle\int f\, a\, d^3\vec{v}$ la densité spatiale correspondant à a. Enfin, σ_{ij}^2 désigne le moment conjugué $\overline{v_i.v_j} - \overline{v_i}.\overline{v_j}$.

En multipliant l'équation de Boltzmann par une composante v_j de la vitesse puis en intégrant par rapport à chaque composante, on obtient les équations de Jeans (en notation d'Einstein) :

$$\rho\frac{\partial \overline{v}_j}{\partial t} + \rho\overline{v}_i\frac{\partial \overline{v}_j}{\partial x_i} = -\rho\frac{\partial \Phi}{\partial x_j} - \frac{\partial\left(\rho\sigma_{ij}^2\right)}{\partial x_i}$$

Pour plus de précisions, voir dans [1], pages 190 et suivantes.

2.1.2 Le Mouvement des Étoiles dans les Galaxies

Les étoiles sont soumises à un potentiel gravitationnel moyen pouvant se résumer à une attraction par le centre de la galaxie, mais la masse équivalente est d'autant plus grande que l'étoile étudiée est éloignée du centre. Elles se meuvent donc en décrivant des orbites proches d'une ellipse dont un foyer est le centre de la galaxie.

Cependant le mouvement global se ramène à une révolution autour du centre avec une vitesse moyenne $\overline{v_\phi}$ qui dépend du rayon de l'orbite circulaire considérée.

Ensuite, si on observe chaque étoile séparément, on constate que sa vitesse est la somme de cette vitesse moyenne $\overline{v_\phi}$ et d'une vitesse résiduelle qui dépend de l'orbite. Les différentes valeurs de ces vitesses résiduelles représentent donc la dispersion des vitesses des étoiles pour une distance au centre fixée.

On considère souvent que ces vitesses résiduelles prennent leurs valeurs dans un ellipsoïde.

2.1.3 Application au Modèle Axisymétrique pour une Dispersion Isotrope

On se place en coordonnées cylindriques (R, ϕ, z). Dans notre modèle, on a $\overline{v_R} = \overline{v_z} = 0$. Par ailleurs, les vitesses résiduelles décrivant par hypothèse, un ellipsoïde, les moments conjugués σ_{ij} sont nuls chaque fois que $i \neq j$.

On a donc :

$$\left(\sigma^2\right) = \begin{pmatrix} \overline{v_R^2} & 0 & 0 \\ 0 & \overline{v_\phi^2} - \overline{v_\phi}^2 & 0 \\ 0 & 0 & \overline{v_z^2} \end{pmatrix}$$

Pour simplifier les équations, on fait par ailleurs l'hypothèse que la dispersion des vitesses est isotrope, ce qui revient à prendre une matrice (σ) scalaire.

On obtient alors :

$$\left\{ \begin{array}{rcl} \dfrac{\partial\left(\rho\sigma^2\right)}{\partial R} - \rho\dfrac{\overline{v_\phi}^2}{R} + \rho\dfrac{\partial\Phi}{\partial R} & = & 0 \\ \dfrac{\partial\left(\rho\sigma^2\right)}{\partial z} + \rho\dfrac{\partial\Phi}{\partial z} & = & 0 \end{array} \right.$$

2.1.4 Cas d'une Anisotropie Radiale

L'hypothèse d'isotropie de la dispersion des vitesses permet souvent d'obtenir de bons résultats.

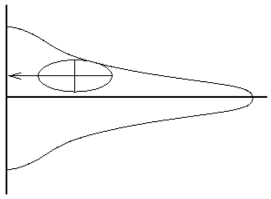
Cependant, sa validité peut être remise en cause dans la mesure où l'observations des étoiles proches du système solaire tend à prouver que l'ellipsoïde des vitesses est en fait étiré vers le centre de la galaxie. Cela a par ailleurs été observé dans d'autres galaxies, spirales ou non (Voir[2], page 90, figure 3).

Il peut donc sembler intéressant d'étudier la forme des équations de Jeans dans ce genre de cas.

Anisotropie dans un Plan Horizontal

On peut tout d'abord faire l'hypothèse que cette anisotropie est dirigée vers l'axe central.

Dans ce cas, le grand axe de l'ellipsoïde pointe vers l'axe tout en restant dans un plan horizontal. Ce cas est bien adapté à l'étude du disque car la direction du centre est pour les étoiles lointaines, proche de l'horizontale.



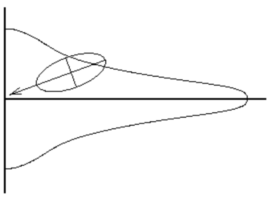
On peut alors garder les coordonnées cylindriques (R, ϕ, z). On prend alors la composante sur R de l'ellipsoïde, k fois plus grande, k dépendant de R.

Les équations deviennent alors :

$$\left\{\begin{array}{rcl} \dfrac{\partial\left(\rho k^2\sigma^2\right)}{\partial R} + \rho\dfrac{k^2-1}{R}\sigma^2 - \rho\dfrac{\overline{v}_\phi^2}{R} + \rho\dfrac{\partial\Phi}{\partial R} & = & 0 \\ \dfrac{\partial\left(\rho\sigma^2\right)}{\partial z} + \rho\dfrac{\partial\Phi}{\partial z} & = & 0 \end{array}\right.$$

Anisotropie Purement Radiale

Dans ce cas, l'ellipsoïde des vitesses est également étiré mais son grand axe pointe vers le centre de la galaxie. Ce cas est bien adapté à l'étude du disque car ici, la direction du centre de la galaxie n'est pas forcément proche de l'horizontale. Il faut alors passer en coordonnées sphériques (r, ϕ, θ).



On obtient :

$$\left\{\begin{array}{rcl} \dfrac{\partial\left(\rho k^2\sigma^2\right)}{\partial R} + 2\rho\dfrac{k^2-1}{r}\sigma^2 - \rho\dfrac{\overline{v}_\phi^2}{R} + \rho\dfrac{\partial\Phi}{\partial r} & = & 0 \\ \dfrac{\partial\left(\rho\sigma^2\right)}{\partial \theta} - \dfrac{\rho}{r}\sigma^2 - \rho\dfrac{\overline{v}_\phi^2}{R} + \rho\dfrac{\partial\Phi}{\partial \theta} & = & 0 \end{array}\right.$$

2.2 Application Pratique

2.2.1 Calcul du Profil Cinématique

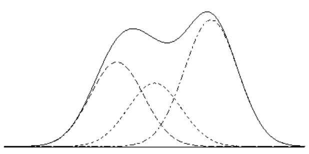
Modéliser l'image de la galaxie par une somme de gaussienne revient en fait à séparer les étoiles en différents groupes, chaque groupe étant associé à une gaussienne. En utilisant le rapport M/L, on peut alors déterminer la distribution de masse correspondant à cette gaussienne puis en déduire le potentiel gravitationnel associé.

Ensuite, on applique les équations de Jeans pour en déduire la répartition des vitesses des étoiles correspondant à cette gaussienne. Ce calcul est fait en plongeant les étoiles étudiées dans le potentiel gravitationnel de toute la galaxie.

Cela suppose tout de même que la condition de Liouville soit respectée, c'est à dire qu'une étoile ne passe jamais d'une composante gaussienne à une autre.

Enfin, les équations étant linéaires en v_ϕ et σ^2, il suffit de sommer les résultats de chaque composante pour obtenir la répartition des vitesses de toutes les étoiles. En projetant sur la ligne de vue, on obtient ce qu'on appelle la LOSVD ("Line-Of-Sight Velocity Distribution").

Ci-contre, on a tracé les répartition des vitesses projetées correspondant à trois gaussiennes, en pointillés. La LOSVD est alors la somme de ces trois répartitions. Elle est représentée en trait plein.



Il suffit alors de mesurer la valeur moyenne et la dispersion de cette LOSVD pour connaître les points à placer sur le profil cinématique. En effet, la LOSVD étant la répartition des vitesses projetées, elle représente les différents décalages Doppler possibles le long de la ligne de vue, auxquels il faut ajouter le décalage dû à la rotation de la galaxie. Il suffit donc en fait de convoluer la LOSVD par le spectre d'émission d'une étoile et d'ajouter ce dernier décalage, pour obtenir le spectre d'émission de la galaxie, le long de cette ligne de vue.

2.2.2 Prise en Compte de la Fente du Spectrographe

Le profil cinématique va ensuite être comparé au profil expérimental qui a été obtenu à partir d'un spectre et donc, en utilisant la dispersion de la lumière de la galaxie dans une fente. Les fentes réelles n'etant jamais infinement fines, il y a en fait convolution du résultat par la largeur de la fente.

On faudra donc convoluer le résultat de la modélisation par une fonction caractéristique de la fente pour obtenir un profil cinématique censé mieux correspondre à la réalité.

2.3 Le Rapport Masse/Luminosité

Pour obtenir la distribution de masse dans la galaxie, il nous faut connaître la rapport masse/luminosité (M/L) moyen des étoiles présentes dans la galaxie. La luminosité variant beaucoup avec la longueur d'onde, on s'attend à obtenir des rapports différents en bande V et en bande I.

2.3.1 La Masse des Différentes Étoiles

Ce rapport sera utilisé dans le système d'unités solaires, ce qui revient à le prendre égal à 1 pour une galaxie constituée d'étoiles du type du Soleil. Cependant, ce n'est pas le cas. Les étoiles en sont à des stades d'évolution assez variés. Les étoiles vieilles et naines, comme le Soleil ont des rapports proches de 1. Les géantes peuvent atteindre des valeurs de l'ordre du centième tandis que les plus vieilles comme les naines blanches ont des rapports très supérieurs à 1. Que dire enfin des étoiles à neutrons et autres trous noirs, dont les rapports peuvent être gigantesques. Par ailleurs, une partie de la matière des galaxie reste à l'état de gaz et n'émet donc aucune lumière.

On peut noter que la présence de matière noire peut conduire à augmenter à nouveau ces rapports. L'obtention de rapports trop importants pourrait donc être un indice quant à l'existence de cette matière noire.

2.3.2 Évolution du Rapport

La masse et la luminosité des étoiles dépendent de leur âge et de leur métallicité.

Dans la séquence principale, la luminosité totale reste quasiment constante. Par contre, lorsque l'étoile devient une géante rouge, il se produit une brusque augmentation de la luminosité totale puis elle redevient à nouveau constante. La masse des étoiles restant constante pendant ces périodes (qui représentent la plus grande partie de leur vie), le rapport Masse/Luminosité Totale des étoiles doit décroître au cours du temps. Si on se restreint à la luminosité dans une certaine bande d'observation, des légères fluctuations peuvent cependant apparaître.

Dans les galaxies spirales, les gigantesques bras sont en fait des ondes de densité. Chaque passage d'un bras conduit à la création de nouvelles étoiles qui sont notamment constituées des restes des supernovae précédentes. L'enrichissement en éléments lourds est donc supérieur dans les zones où les bras spiraux se déplacent. Le disque est donc plus métallique et rapport M/L doit y être plus important.

La métallicité des étoiles augmente avec l'âge. Cependant, le disque, qui est plus métallique, est également plus jeune du fait du renouvellement permanent des étoiles. Les deux effets se compensent donc et la métallicité n'intervient donc pas dans l'évaluation des rapports M/L.

Enfin, la densité d'étoiles dans le bulbe est très supérieure à celle dans le disque. Les proportions relatives des étoiles et du gaz dont donc très différentes. Ce deuxième effet conduit également à un rapport M/L plus important dans le disque que dans le bulbe.

2.3.3 Détermination du Rapport Masse/Luminosité

On fixe donc le rapport M/L et les équations de Jeans nous donnent le profil cinématique associé. Il correspond en fait au spectre de la galaxie, car les vitesses des différents points sont reliées aux décalages Doppler des raies correspondant à ces points.

On superpose donc le profil théorique obtenu pour le M/L choisi, à un profil déterminé par spectrométrie. Les vitesses et dispersions variant comme la racine du rapport M/L, il est très facile d'ajuster notre rapport de façon à superposer les courbes théoriques et expérimentales.

Une fois M/L obtenu, la ressemblance des deux courbes permet de conclure sur la validité de la modélisation initiale.

Chapitre 3

Résultats

3.1 Étude de 8 Galaxies

Pour chacune des 8 galaxies suivantes, je me suis livré à la modélisation en une somme de gaussiennes puis j'en ai déduit, en utilisant les équations de Jeans, leur profil cinématique. Je me suis tout d'abord restreint au cas où la dispersion des vitesses est isotrope.

Les résultats sont présentés dans deux graphiques pour chaque galaxie. Le premier montre la vitesse moyenne en fonction de la distance au centre de la galaxie, obtenue par mes calculs (courbe en traits fins), et celle que donne la spectrométrie (petits carrés et barres d'erreur). Le second présente les dispersion des vitesses.

3.1.1 NGC 2841

Cette galaxie n'a été étudiée que dans la bande I. Elle est le type même de la galaxie spirale "flocculent" (floconneuse), c'est à dire, qu'on distingue des bras, mais multiples et de faible longueur, peu contrastés, contrairement au type "grand design".

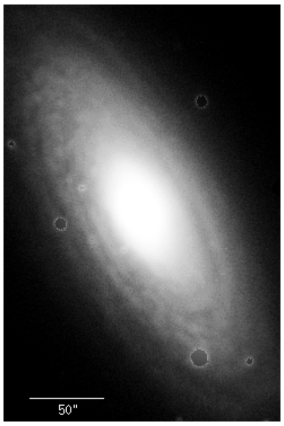
Elle doit donc être presqu'axisymétrique.

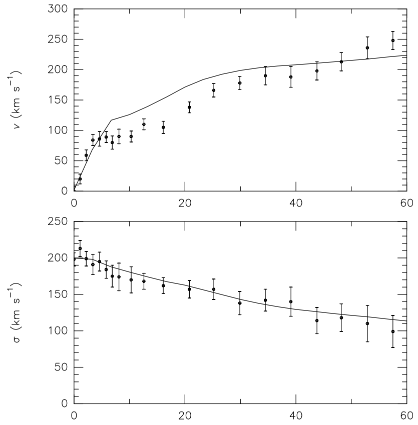
Pourtant, la modélisation photométrique a révélée la présence d'un embryon de barre. Concrètement, cela se caractérise par une densité d'étoile légèrement supérieure dans une direction.

Cependant, cela n'empêche pas l'hypothèse d'axisymétrie d'être proche de la réalité et donc la modélisation en gaussiennes d'être correcte.

Par contre, il subsiste un écart entre les courbes de vitesse théorique et expérimentale doivent être dus à l'embryon de barre cité plus haut.

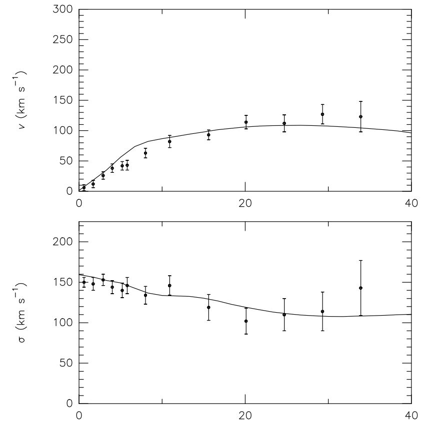
Le M/L obtenu est 2,7. J'ai pu constater plus tard que la correction de l'absorption de la poussière (Voir Annexe A.2) n'améliorait pas les résultats. Par contre, l'ajout de luminosité au cours de cette correction conduit à un M/L de 2,3 seulement (15% de moins).

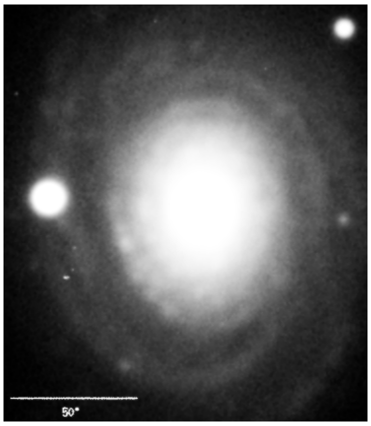




3.1.2 NGC 2985

Cette galaxie a uniquement été étudiée en bande V. Sa modélisation n'ayant pas posé de problème majeur, elle ne doit comporter que peu de poussière.



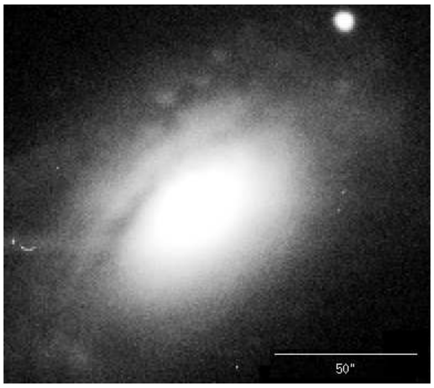


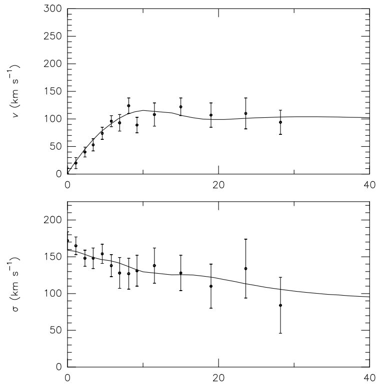
Le rapport M/L obtenu est 6.

3.1.3 NGC 3169

Des images en bande I et V de cette galaxie étaient disponibles cependant, seule la première a été étudiée. La forte inclinaison de cette galaxie (68°) provoque grâce à la présence de poussière, une grande asymétrie, qui a rendu difficile sa modélisation. La modélisation de l'image en bande V aurait donc probablement posé de gros problèmes.

J'ai tout d'abord procédé à une modélisation en supprimant certaines zones asymétriques (Voir Annexe A.3). Cependant, la dispersion obtenue, notamment au voisinage du centre, n'était pas bonne. J'ai donc eu recours à une correction de l'absorption de la poussière (A.2), utilisée conjointement à la suppression des parties asymétriques (A.3).





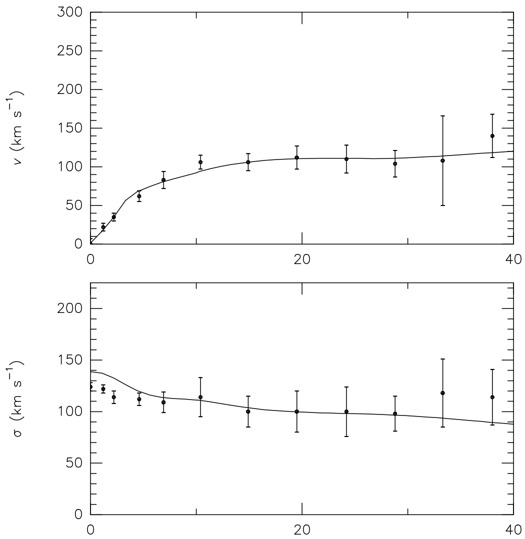
Le rapport M/L obtenu et de 2,5.

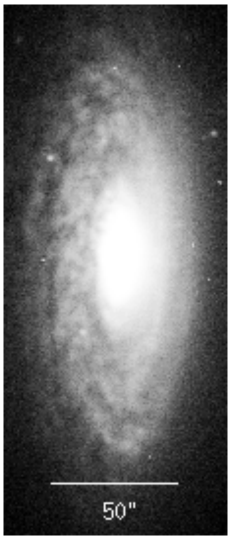
Un raisonnement qualitatif m'a par ailleurs permis de montrer que le rapport obtenu en bande V corrigée est de l'ordre de 3,9 (Voir la fin de A.2).

3.1.4 NGC 3675

Étudiée dans la bande I, cette galaxie présente également une grande asymétrie. C'est sur cette galaxie que la méthode de symetrisation (A.1) a été testée, mais en vain.

Cette méthode a donc été abandonnée au profit de la correction de l'absorption (A.2). Les résultats n'étant toujours pas convaincants, on finit le calcul en cachant une partie de la zone asymétrique (A.3).





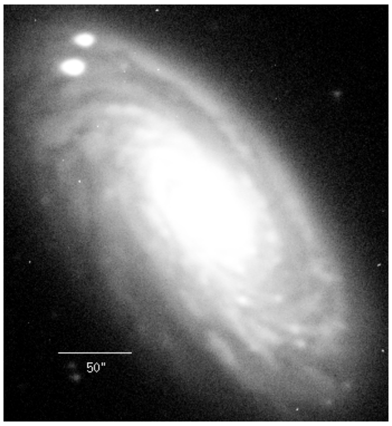
Le M/L obtenu est 2,3.

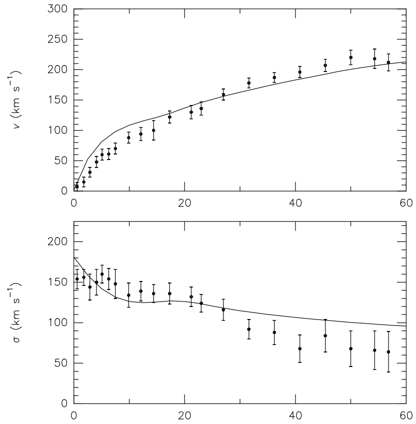
La dispersion au centre reste trop grande. Cela est dû au paramètre q de la gaussienne centrale qui vaut 1,18, problème surement dû à la poussière. On remarque d'ailleurs que la dispersion redevient correcte lorsqu'on corrige à la main en remplaçant 1,18 par 0,9.

Comme pour NGC 3675, un raisonnement qualitatif donne en bande V corrigée, M/L=3,7 (Voir la fin de A.2).

3.1.5 NGC 4501

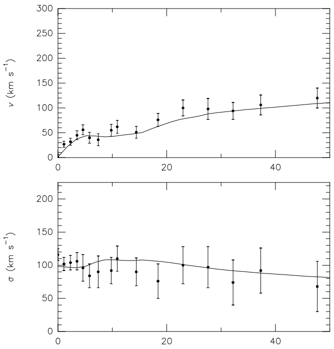
Cette galaxie est plus connue sous le nom de M88. Je l'ai uniquement étudiée dans la bande V. Des résultats corrects ont été obtenus facilement, pour un rapport M/L de 5.

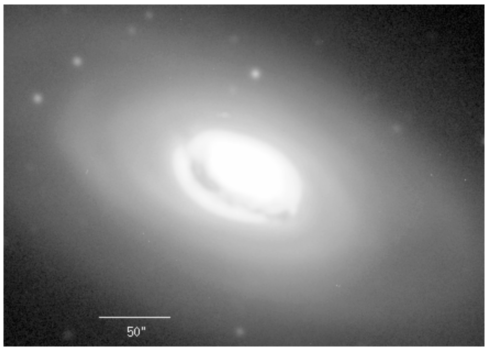




3.1.6 NGC 4826

M64, la "BlackEye Nebula", présente une très grande asymétrie qui est d'ailleurs la cause de son surnom. Elle a uniquement été étudiée en I. Je l'ai directement modelisee en supprimant les parties à trop grande asymétrie (A.3).

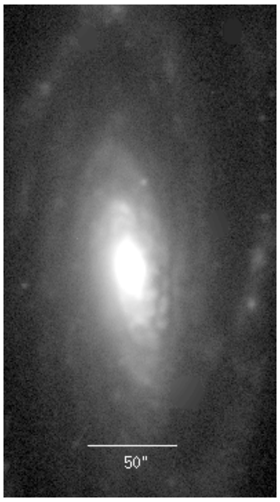


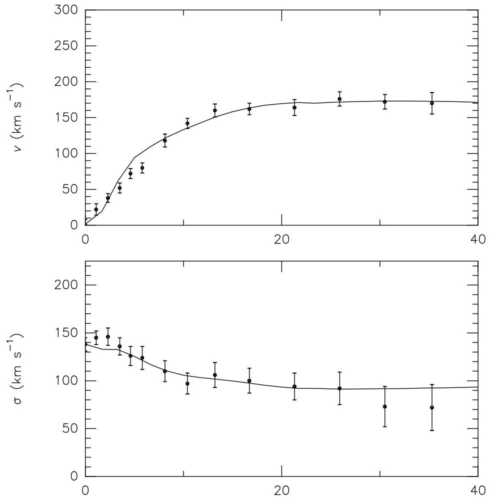


De bons resultats sont obtenus pour M/L=2,7.

3.1.7 NGC 5033

Cette galaxie présente une très grande asymétrie. Cependant, l'image en I est assez peu déformée et son étude directe a donné de bons résultats pour M/L=2,4.

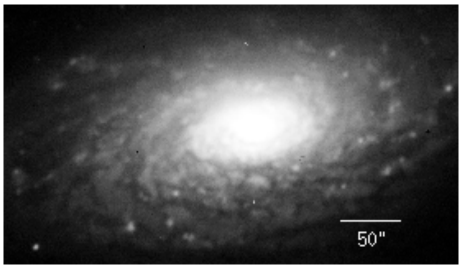




Une rapide étude en V, malgré la grande asymétrie, semble indiquer que le rapport M/L est de l'ordre de 5,2.

3.1.8 NGC 5055

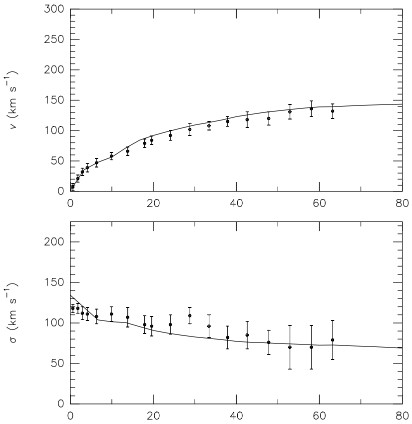
M63, la "Sunflower Galaxy", était disponible en bande V et I. Je me suis donc livré à l'étude des deux cas.



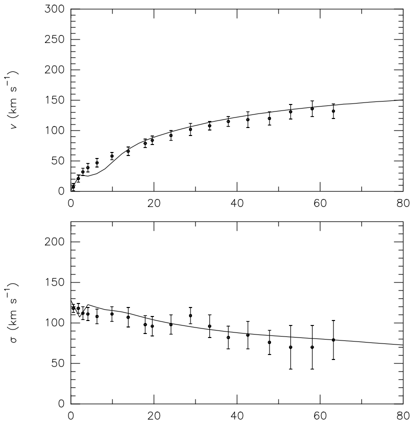
NGC 5055 présente une asymétrie non négligeable. La modélisation n'a cependant pas été trop difficile.

Dans la bande I, un résultat très bon a été obtenu pour un M/L de 2,3. Dans la bande V, le rapport obtenu est 4,5.

Bande I



Bande V



Cette galaxie a permis de confirmer le fait que la poussière absorbe plus la bande V que la bande I et que donc, les résultats sont meilleurs en bande I.

3.2 Étude des Rapports Masse/Luminosité

3.2.1 Modification des Résultats non-Corrigés

Faisons tout d'abord un récapitulatif des résultats :

Nom de la Galaxie	Type (Voir B)	Distance (Mpc)	Inclinaison (°)	M/L en I	M/L en V
NGC 2841	Sab	10,8	68	2,7	
NGC 2985	Sab	20,9	41		6,0
NGC 3169	Sab	16,0	68	2,5	$\simeq 3{,}9$
NGC 3675	Sb	12,5	61	2,3	$\simeq 3{,}7$
NGC 4501	Sbc	31,2	60,5		5,0
NGC 4826	Sb	6,9	58,7	2,7	
NGC 5033	Sc	14,0	70,7	2,4	$\simeq 5{,}2$
NGC 5055	Sbc	9,2	57,5	2,3	4,5

Dans la bande V, M/L varie entre 3,7 et 6, soit un écart relatif de 47%. Cependant, on peut remarquer que les rapports obtenus pour les galaxies dont on a corrigé les images en V sont très inférieurs à ceux obtenus pour les autres galaxies. Cela semble logique dans la mesure où la poussière retire de la luminosité et donc augmente les M/L obtenus.

Les valeurs de M/L pour NGC 2985, 4501, 5033 et 5055 doivent donc être revus à la baisse. Pour les deux dernières galaxies, on pourrait les calculer effectivement puisqu'on dispose d'une image en V et en I. Par contre, pour les deux autres, seule une étude qualitative est possible.

Lorsque la poussière ne laisse pas passer de lumière, l'intensité globale est, étant donnée la répartition de la poussière dans la galaxie, diminuée d'un facteur 2. En moyenne, on a donc, un facteur de l'ordre 1,5. Cependant, les 4 galaxies étudiées ici ne présentent pas une grande asymétrie. Ce facteur peut donc être revu à la baisse.

Les rapports M/L sont plutôt de l'ordre de 4,8 pour NGC 2985, 4 pour 4501, 4,1 pour 5033 et 3,6 pour 5055. L'écart relatif est alors de l'ordre de 29%.

Cette méthode doit également être appliquée aux résultats en I. Cependant, comme l'absorption est alors moins grande, le facteur doit être plus faible. On a d'ailleurs vu à la fin de l'étude de NGC 2841, que la diminution du M/L était alors de l'ordre de 15%.

Après modification des rapports pour les galaxies dont l'image I n'avait pas été corrigée, on obtient des rapports M/L situés entre 2,0 et 2,5, ce qui conduit à un écart relatif de 22%.

On récapitule ci-contre les valeurs approximatives des rapports M/L corrigés ainsi obtenus.

Nom de la Galaxie	M/L en I	M/L en V
NGC 2841	2,3	
NGC 2985		4,8
NGC 3169	2,5	3,9
NGC 3675	2,3	3,7
NGC 4501		4,0
NGC 4826	2,3	
NGC 5033	2,1	4,1
NGC 5055	2,0	3,6

3.2.2 La Dispersion des Rapports M/L

On peut tout d'abord constater que les rapports M/L sont assez homogènes. Ils varient entre 2,0 et 2,5 ce qui représente un écart relatif de 22% et entre 3,6 et 4,8 en V, soit 29%.

Il faut signaler que le rapport est obtenu après considération de la calibration du système photométrique, ce qui je n'ai pu faire qu'à partir de résultats graphiques (donnés dans [3]). L'incertitude n'est donc pas nulle.

La légère différence entre les deux bandes peut se justifier par le fait les images de la bande V sont beaucoup plus sujettes à l'effet de la poussière et ont, par ailleurs, souvent été traitées de manière qualitative.

Les galaxies étudiées ici sont toutes "assez proches" de nous. Leurs stades d'évolution sont donc assez similaires, ce qui permet de noter que leurs compositions en différents types d'étoiles doivent être assez proches. Il est donc normal que les rapports Masse/Luminosité soient "assez" proches les uns des autres.

3.2.3 L'Incertitude sur les Distances

La dispersion des M/L reste non négligeable mais c'est assez normal car le rapport dépend beaucoup de la distance de la galaxie. Or cette distance ne peut être connue que grâce aux lois de Hubble ou Tully-Fisher. Cependant, cette dernière suppose le rapport M/L connu. On ne peut donc pas l'utiliser pour déterminer justement, le rapport M/L.

On utilise donc la loi de Hubble, qui n'est bien vérifiée que pour des distances assez grandes. En effet, à courte distance, les vitesses relatives des galaxies dépendent beaucoup moins de la loi de Hubble que des structures en amas et super-amas et des mouvements individuels dans ceux-ci. Ainsi, certaines galaxies comme celle d'Andromède, M31, s'approchent de nous au lieu de s'éloigner. Les vitesses ne sont alors plus du tout proportionnelles aux distances.

Les galaxies considérées étant situées à une dizaine de Mpc, la loi de Hubble est assez bien vérifiée mais il reste tout de même une incertitude assez importante, de l'ordre de 30%.

3.2.4 Étude des Valeurs Obtenues

Les M/L sont de l'ordre de 2,3 en I et 4 en V. En considérant que les étoiles se sont toutes formées au même moment, Guy Worthey (dans [5]) trouve, pour des étoiles âgées de 8 milliards d'années et d'une métallicité comparable à celle du soleil, des rapports de 2,671 et 4,458.

Les galaxies que j'ai étudiées sont probablement un peu plus âgées et les M/L théoriques pourraient donc être légèrement supérieurs. Cependant, dans les spirales, les étoiles ne peuvent avoir toutes été formées simultanément dans la mesure où à chaque passage des bras spiraux, l'onde de densité engendre la création de nouvelles étoiles.

Le M/L de mes galaxies est donc en fait la contribution des M/L d'étoiles dont l'âge peut varier de 0 à 10 milliards d'années. M/L augmentant au cours du temps, on est en droit d'imaginer que la contribution moyenne sera plus faible que ce que donne Worthey et sera donc plus proche de mes résultats.

Le type de la galaxie pourrait être en corrélation avec les rapports M/L. En effet, le renouvellement permanent des étoiles dans le disque par passage des bras spiraux conduit le bulbe à posséder un M/L local plus faible. Les spirales Sa (Voir Annexe B) dont le bulbe est beaucoup plus important que celui des Sc devraient donc possèder un M/L global inférieur.

En fait, il n'en est rien car les profils cinématiques expérimentaux que nous comparons a ceux que j'obtiens se limitent à des zones assez centrales. La cinématique est dont en fait fortement influencée par celle du bulbe et cette possible variation de M/L global disparaît.

3.2.5 Contraintes sur M/L

On a vu au 2.3.2 que le rapport Masse/Luminosité est plus grand dans le bulbe que dans le disque. Cependant, j'ai obtenu de bons résultats en supposant que M/L était le même pour toutes les gaussiennes. Mais j'ai pu constater que les résultats cinématiques dépendent essentiellement du M/L des gaussiennes centrales et varient peu avec le M/L extérieur.

On aurait donc très bien pu prendre un M/L croissant avec la largeur des gaussiennes et obtenir un profil cinématique d'aussi bonne qualité. Par contre, en ce qui concerne les gaussiennes centrales, les valeurs de M/L associées sont regroupées dans un intervalle très réduit et imposent donc de fortes contraintes lorsqu'on cherche à obtenir un bon profil cinématique.

3.3 Influence de l'Anisotropie

Les profils cinématiques obtenus précédemment sont souvent bons. Cependant, certaines galaxies, comme NGC 2841, restent insatisfaisantes.

On a vu que le rapport M/L devait en fait augmenter avec la distance au centre. Cela doit donc permettre d'ajuster la courbe théorique des vitesses afin qu'elle colle parfaitement à son homologue expérimentale. Cependant, comme la dispersion évolue de pair avec la vitesse, on perdrait alors la qualité actuelle des résultats en dispersion.

Il faut donc trouver une autre correction du modèle, permettant d'améliorer la vitesse, tout en gardant la qualité de la dispersion actuelle. L'anisotropie de l'ellipsoïde des vitesses semble être une voie intéressante.

3.3.1 Modélisation

On a vu, au 2.1.4, l'expression des équations de Jeans dans le cas d'une anisotropie radiale de l'ellipsoïde des vitesses. J'ai étudié le cas où cette anisotropie est, plus précisément, dirigée plan dans le plan horizontal.

Le rapport d'étirement étant noté $k(R)$, pour des raisons de symétrie, on doit avoir $k(0) = 1$. On va considérer une fonction k définie par :

$$k(R) = \lambda - (\lambda - 1)e^{-\frac{R^2}{2s^2}}$$

En fait, on associe à chaque composante gaussienne de notre modélisation, une anisotropie donnée par une fonction du type ci-dessus. Ainsi, on peut étudier précisément l'influence de l'anisotropie dans le disque ou dans le bulbe.

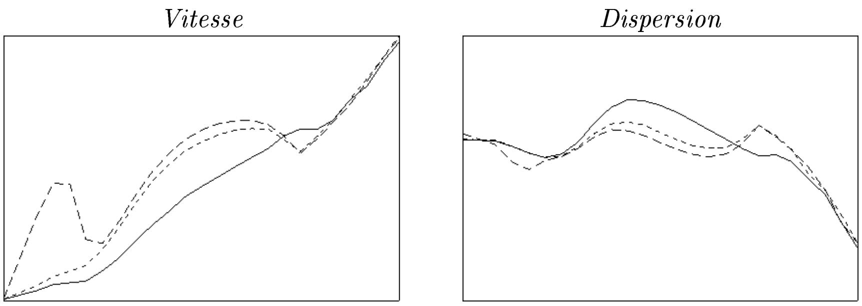
3.3.2 Étude Théorique

On considère ici une galaxie quelconque, que l'on suppose avoir modélisée correctement, par trois gaussiennes. Son profil cinématique dans le cas isotrope sera représenté en trait plein.

On considère deux cas :

1 L'étirement limite vaut 1,3 pour les 3 gaussiennes (courbes en longs pointillés),

2 L'étirement limite va de 1 pour la gaussienne centrale, à 1,4 pour la gaussienne extérieure (courbes en petits pointillés).



Comme on peut le constater, il suffit d'une très légère anisotropie pour modifier considérablement le profil cinématique. Par ailleurs, l'anisotropie des gaussiennes centrales semble avoir un rôle prépondérant.

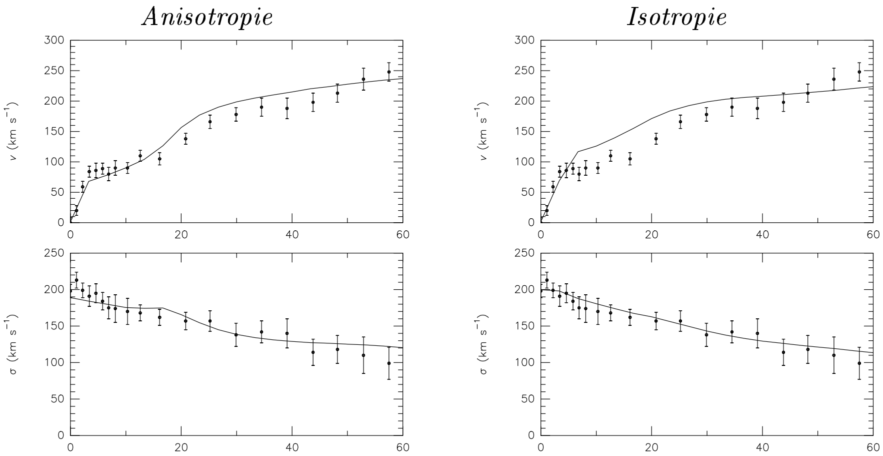
En tout cas, même si ces résultats peuvent paraître complexes, ils font apparaître une grande variété de résultats possibles, ce qui permet d'espérer corriger les erreurs rencontrées dans les profils cinématiques des huit galaxies que j'ai étudiées.

3.3.3 Amélioration des Modèles

J'ai repris la modélisation de NGC 2841 pour tenter de corriger les imperfections de son profil cinématique.

La détermination des bonnes largeurs d'anisotropie (facteur s dans la fonction k) et des limites (coefficient λ) a été assez délicate puisqu'il a fallu ajuster simultanément chacun de ces paramètres pour 7 gaussiennes.

J'ai cependant réussi à améliorer la vitesse théorique tout en conservant une dispersion correcte.



La modélisation prenant en compte l'anisotropie de la dispersion des vitesses semblent donc être correcte pour NGC 2841 et on peut supposer qu'il en aurait été de même pour NGC 2985 et 4501.

Conclusion

La modélisation des galaxies devait être une partie mineure de mon stage mais elle s'est rapidement révélée importante de part les gros problèmes qui sont apparus du fait de la présence de poussière. Cependant, les techniques que j'ai utilisées pour résoudre ces problèmes se sont avérées efficaces et les résultats cinématiques qui ont découlé des modélisations ainsi obtenues, sont proches de la réalité. Par ailleurs, l'hypothèse d'anisotropie radiale de la dispersion des vitesses, observée expérimentalement, semblent pouvoir améliorer les résultats cinématiques des galaxies récalcitrantes.

La précision des rapports M/L ne peut permettre de les relier au type de la galaxie ou à divers autres paramètres mais le fait qu'ils soient assez regroupés est un indice de leur cohérence.

L'amélioration de la qualité des résultats passerait par une connaissance plus précise du matériel utilisé lors de l'acquision des images, et une quantité de galaxies bien supérieure. La restriction aux spirales non-barrées et la nécessité d'utiliser des images en bande I et V pour pouvoir corriger l'absorption, est assez contraignante mais les résultats obtenus ici sont encourageants.

Remerciements

Je tiens à remercier François Simien de m'avoir accueilli à l'occasion de stage. Sa grande disponibilité pendant ces deux mois à l'observatoire et ses nombreux conseils m'ont permis de me faire une idée assez précise de la recherche en France.

Bibliographie

[1] J. Binney et S. Tremaine — *Galactic Dynamics* — Princeton Series in Astrophysics, 1987.

[2] F. Combes, P. Boissé, A. Mazure et A. Blanchard — *Galaxies et Cosmologie* — Savoirs Actuels, Editions du CNRS, 1991.

[3] Ph. Heraudeau et F. Simien — *Optical and I-band photometry of spiral galaxies* — Astronomy and Astrophysics Supplement, 1996.

[4] E. Emsellem, G. Monnet et R. Bacon — *The multi-gaussian expansion method : a tool for building realistic photometric and kinematic models of stellar systems* — Astronomy and Astrophysics, Décembre 1993.

[5] G. Worthey — *Comprehensive Stellar Population Models and the Disentanglement of Age and Metallicity Effects* — The Astrophysical Journal Supplement Series, Novembre 1994.

Annexe A

Correction de l'Asymétrie

Comme on l'a vu, la présence de poussière conduit à une déformation de l'image des galaxies que nous ne voyons pas de face.

La modélisation sous forme de gaussiennes devient alors très difficile et j'ai été contraint de trouver des méthodes correctives.

A.1 Symétrisation des Images

Pour coutourner le probleme de l'asymétrie de l'image, une idée intéressante serait de ne modéliser qu'une des deux moitiés de la galaxie. Concrètement, cela revient à créer une nouvelle image en remplaçant une des deux moitiés par le symétrique de l'autre. Ainsi, on obtient une image parfaitement symétrique.

En fait, cette technique pose différents problèmes :

Tout d'abord, l'image obtenue est bien continue (au sens de la luminosité) mais est rarement "dérivable". En effet les galaxies présentent des structures (notamment les bras) qui ne sont pas circulaires. Leur symétrisation provoque alors des anfractuosités gênant le programme qui détermine les gaussiennes.

Ensuite, comme on peut le voir au 1.3.1, l'image asymétrique n'a pas son point de plus forte luminosité au centre de la galaxie. Pour obtenir une image symétrisée possèdant bien un et un seul centre, il faut couper l'image initiale en passant par le maximum de luminosité, et donc, en ne passant pas au centre de la galaxie. On va donc supprimer ou rajouter des zones, ce qui va accentuer les problèmes de raccords sus-cités.

A.2 Correction de l'Effet de la Poussière

On a vu plus haut que l'absorption A_V dans la bande V est deux fois plus grande que l'absorption A_I dans la bande I, en magnitude. Sous réserve de disposer d'une image en I et en V de la galaxie, on peut, en soustrayant les deux, déterminer A_I car :

$$\begin{aligned} A_I = A_V - A_I &= (\text{Image\_Théorique} + A_V) - (\text{Image\_Théorique} + A_I) \\ &= \text{Image\_Apparente\_V} - \text{Image\_Apparente\_I} \end{aligned}$$

Il suffit alors de recomposer l'image réelle sans absorption à partir de A_I et de l'image apparente en I.

Mais si l'application de cette méthode est moins encourageante que la théorie, elle permet d'obtenir de bon résultats.

Il peut être intéressant de remarquer que si on applique une méthode similaire pour corriger l'image en V, on obtient exactement la même image qu'en I, à un facteur multiplicatif près. La connaissance du rapport M/L en I et des luminosités relatives de la galaxie dans différentes bandes d'observations, permet alors d'évaluer le rapport M/L en V.

A.3 Suppression d'une Région Asymétrique

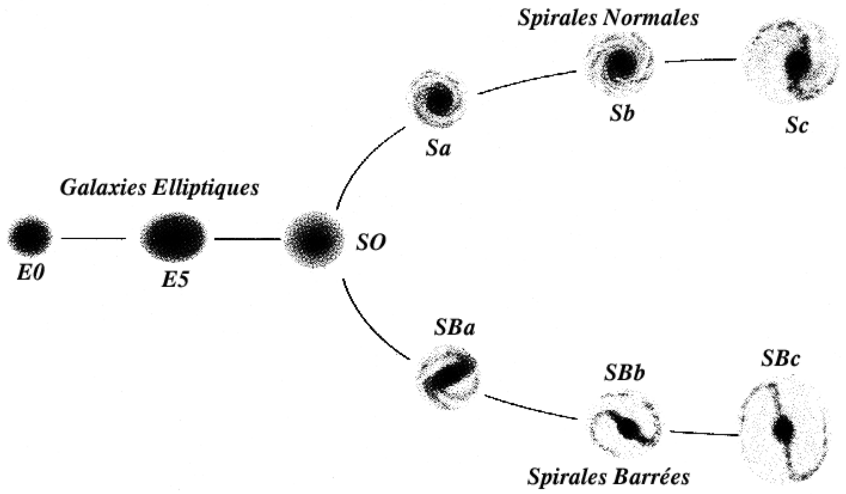
Enfin, une dernière méthode, draconienne, consiste simplement à modéliser la galaxie en supprimant les parties qui gènent le calcul. En fait, il s'agit d'amoindrir la technique de symétrisation car elle ne donne pas de bons résultats.

Ici, lorsque que deux zones situées de part et d'autre du grand axe de l'image ne sont pas symétriques, on cache celle qui est trop absorbée et on ajuste les gaussiennes en ne les comparant qu'aux autres zones. Par contre, lors du calcul du profil cinématique, on considère la galaxie toute entière. Cela revient donc à donner aux zones gênantes, un aspect plus sympathique.

Associée à la correction de l'absorption (voir ci-dessus), cette méthode peut se reveler très efficace.

Annexe B

La Classification de Hubble



On distingue parfois des types intermédiaires comme Sab ou Sbc qui sont en fait à mi-chemin entre Sa et Sb, ou Sb et Sc. Il existe par ailleurs des classifications beaucoup plus complexes, comme celle de De Vaucouleurs.