



HAL
open science

Estimation des paramètres du halo dans les galaxies spiraies

Stavros Papaioanou

► **To cite this version:**

Stavros Papaioanou. Estimation des paramètres du halo dans les galaxies spiraies. Astrophysique [astro-ph]. Observatoire de Paris, 1985. Français. NNT: . tel-02071386

HAL Id: tel-02071386

<https://hal.science/tel-02071386>

Submitted on 18 Mar 2019

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

OBSERVATOIRE DE PARIS

85 OBSP 0002

THESE DE TROISIEME CYCLE

Spécialité : PHYSIQUE

Mention : DYNAMIQUE DES GALAXIES

Présentée par

Stavros P A P A I O A N O U

ESTIMATION DES PARAMETRES DU HALO
DANS LES GALAXIES SPIRALES

Soutenue le 25 Juillet 1985 devant la Commission d'Examen :

F. NAHON	Président
J. DELHAYE	Professeur
E. ATHANASSOULA	Directrice de Recherche
A. BOSMA	Rapporteur
G. COMTE	Rapporteur

OBSERVATOIRE DE PARIS

THESE DE TROISIEME CYCLE

Spécialité : PHYSIQUE

Mention : DYNAMIQUE DES GALAXIES

Présentée par

Stavros PAPAIOANOU



ESTIMATION DES PARAMETRES DU HALO
DANS LES GALAXIES SPIRALES

Soutenue le 25 Juillet 1985 devant la Commission d'Examen :

F. NAHON	Président
J. DELHAYE	Professeur
E. ATHANASSOULA	Directrice de Recherche
A. BOSMA	Rapporteur
G. COMTE	Rapporteur

A ma famille....

Table des Matières:

Table des Matières

Probleme.....	1
---------------	---

CHAPITRE I

Introduction.....	2
-------------------	---

CHAPITRE II

Les données observées.....	7
Tableau (II,1)	8
Bibliographie (Données).....	10
Notes sur le tableau (II,1).....	12
Description de la structure spirale.....	15
Tableau (II,2).....	16

CHAPITRE III

Description de la methode choisie.....	18
Calcul de la vitesse circulaire de rotation.....	18
Le bulbe.....	18
Le disque.....	18
Structure spirale.....	22
Equations generales.....	23
Perturbation axisymétrique.....	26
Perturbation non axisymétrique.....	29
"Swing Amplification".....	31

CHAPITRE IV

Les modèles galactiques.....	35
Le bulbe homogène.....	35
Le bulbe en $r^{1/4}$	36
Le bulbe de Plummer.....	37
Le disque de Toomre.....	39
Le disque exponentiel.....	40
Le modèle $V(r)=Cr^{1-\Delta}$ (halo).....	41
La sphère isotherme.....	41
Le modèle en r^{-2}	44
Notation.....	45

CHAPITRE V

Le programme.....	46
Courbe de rotation et estimation du halo.....	47
Le bulbe et le disque.....	47
La densité radiale du bulbe.....	48
La vitesse de rotation du disque.....	52
La densité volumique du halo.....	54
Paramétrisation du halo.....	55
La structure spirale.....	57
Le paramètre Q.....	57
Calcul de l'amplification.....	58
L'amplification obtenue par la courbe calculée.....	60

CHAPITRE VI

Les tests.....	62
Resultats des tests.....	62
Galaxies-tests à une composante.....	62
Le bulbe homogène.....	62
Le bulbe de Plummer.....	64
Le bulbe $r^{1/4}$	66
Le disque exponentiel.....	71
Le disque de Toomre.....	73
Tests complets.....	76
Galaxies tests qui possèdent un disque exponentiel.....	76
Galaxies-tests qui possèdent un disque de Toomre.....	79
Conclusions.....	82

CHAPITRE VII

Exemples d'application du programme.....	83
NGC 488.....	83
NGC 2403.....	103
NGC 2841.....	117
NGC 7217.....	135
D'autres exemples d'ajustement d'une sphère isotherme.....	150

CHAPITRE IIX

Tableaux des résultats.....	156
Liste des paramètres.....	156
Tableau (IIX,1).....	160
Tableau (IIX,2).....	164

CHAPITRE IX

Résultats de la Statistique.....	168
Les résultats des corrélations.....	168
Corrélations entre les quantités T(RSA), R ₂₅ et MAG.ABS.	168
Corrélations avec l'indice de couleur B-V.....	174
Autres corrélations.....	175

CHAPITRE X

Conclusions.....	177
Bibliographie générale.....	179
Remerciements.....	182

POSITION DU PROBLEME

L'étude des objets de notre Galaxie a permis de les classer en fonction de leurs propriétés cinématiques en deux familles principales: Les populations I et II. Les objets de la population I ont une forte concentration vers le plan (disque) galactique. Ce sont en général les étoiles riches en métaux, les étoiles brillantes O et B, les amas ouverts, les régions HI (Hydrogène neutre), les régions HII (Hydrogène ionisé) etc. Par contre les objets de la population II ont une répartition sphérique et aucune concentration vers le plan galactique. Il s'agit des étoiles pauvres en métaux, des amas globulaires, des étoiles du type RR Lyrae etc. Cette population fait partie du halo de la Galaxie. Par extension on appelle halo une éventuelle composante d'objets massifs mais invisibles, entourant[£] les galaxies, dont on connaît l'existence par des méthodes dynamiques.

L'existence ou non d'un halo massif obscur dans les galaxies spirales extérieures était le point de départ de ce travail. Souvent, les modèles galactiques proposés, sont des modèles qui tiennent compte d'un halo, représenté par une sphère ou un sphéroïde, plus ou moins important. Mais est-ce que la présence d'un halo massif est vraiment nécessaire?

A. Kalnajs (1983) lors de son intervention après l'exposé de U. Haud (1983), a présenté la courbe de rotation de quatre galaxies: NGC 598, NGC 7793, NGC 7217 et NGC 4378. En partant de la photométrie et en utilisant seulement les composantes visibles (un disque dont le rapport M/L était constant et en plus, pour NGC 4378, un bulbe), il a pu retrouver la courbe observée.

Alors nous avons décidé d'entreprendre ce travail sur un plus grand échantillon de galaxies, en utilisant ces deux composantes lumineuses dont le rapport M/L est supposé constant. Le but de ce travail est d'évaluer la nécessité ou non d'une troisième composante: du halo et la répartition de la masse dans celui-ci. De plus la confrontation avec la structure spirale observée pourrait nous fournir des contraintes sur la validité de notre travail. Et on a commencé....

[£] Ainsi on exclut du halo la masse invisible appartenant au disque (ex: les nuages moléculaires).

CHAPITRE I : INTRODUCTION

L' étude des galaxies présente aujourd'hui un intérêt particulier. La révolution technologique de nos jours a permis d' avancer considérablement nos connaissances. D' un côté les nouvelles techniques d' observation permettent d' avoir des informations beaucoup plus vastes et plus précises qu' auparavant et de l' autre côté la nouvelle génération d' ordinateurs permet d' élaborer des modèles de plus en plus réalistes.

Une des quantités galactiques directement observables est la répartition de la lumière dans une galaxie spirale. L' étude photométrique nous amène à la conclusion suivante: Plus on approche vers le centre galactique, plus la lumière émise est importante.

Mais pourquoi une région est-elle plus lumineuse qu' une autre? La raison principale qui est à la base de cette différence de luminosité est la masse que chaque région contient. Ce qui veut dire qu' une région galactique est d' autant plus lumineuse que sa masse est plus importante. Mais il arrive parfois que deux régions, dont les masses sont égales, n' émettent pas exactement la même quantité de lumière. C' est le cas des bras spiraux qui sont plus lumineux que les régions du disque voisines. Ce phénomène s' explique par le fait que les bras galactiques sont un lieu de formation stellaire et par conséquent comportent un nombre important d' étoiles très jeunes et brillantes (étoiles très chaudes du type O ou B). Ce fait ne met pas en question la règle générale suivant laquelle plus de lumière signifie plus de masse, surtout quand l' étude photométrique tient compte de la structure spirale de la galaxie. Par contre en regardant un cliché photographique un peu surexposé d' une galaxie spirale (Carignan, 1985) nous observons l' existence d' un disque beaucoup plus important que les bras spiraux, dont la structure est à peu près axisymétrique[§]. C' est une façon très simple de concevoir le fait que les bras spiraux ressemblent à l' écriture sur une tourte (E.Athanassoula).

En partant de cette luminosité observée, nous avons voulu calculer la force d' attraction exercée sur l' unité de la masse, en fonction de sa distance au centre r . Dans la conception de ce travail les galaxies sont considérées comme des objets axisymétriques. Mais est-ce que les galaxies sont vraiment des objets axisymétriques et si non, est-ce que cette supposition nous conduira à des erreurs importantes qui mettront en cause nos résultats, non seulement quantitativement mais aussi qualitativement?

[§] Un objet s' appelle axisymétrique quand il possède un centre de symétrie et ses propriétés physiques en un point ne dépendent que de la distance au centre de ce point.

Si nous voulons repondre minutieusement à la première partie de la question posée, il faut dire tout de suite que des objets vraiment et parfaitement axisymétriques n' ont jamais existés dans la nature et que les galaxies font partie des objets les plus complexes. Mais la structure de la grande majorité des galaxies spirales a quelques propriétés essentielles communes qui aident énormément à leur étude.

Un tel exemple est le disque galactique, une couche de matière (une matière constituée d' étoiles et de gaz) dont l' épaisseur est beaucoup moins importante que son diamètre et dont la répartition de la masse est assez proche de la répartition axisymétrique. La structure spirale qu' on observe est une perturbation qui prend la forme d' une onde de densité sur le fond axisymétrique du disque. Cette structure n' est pas une structure axisymétrique, mais des études dynamiques ont montré qu' il s' agit d' une perturbation petite par rapport au fond axisymétrique du disque. Néanmoins si nous pouvons dire que la structure spirale ne constitue pas un obstacle grave pour l' étude dynamique basée sur un modèle axisymétrique, nous devons dire qu' en ce qui concerne l' étude photométrique elle en constitue un, parceque les bras spiraux sont en général, comme nous venons de le dire, des régions plus lumineuses que le reste de la galaxie.

Pour notre étude nous avons besoin de données photométriques dégagées de cet effet. C' est pourquoi nous n' avons pas utilisé un certain nombre de données photométriques qui ne tenaient pas compte de la structure spirale de la galaxie (par exemple une photométrie faite sur le grand axe).

Supposons maintenant que nos données photométriques sont exactes. Pour continuer notre travail il nous faut traduire la luminosité en densité. Ce travail est fait par le paramètre M/L (Masse / Luminosité) dont la valeur nous donne la masse qui correspond à une quantité de lumière. Sa valeur peut être définie arbitrairement mais avec l' hypothèse qu' elle va être unique pour tout le disque. La densité de la matière galactique obtenue de cette façon, nous conduit -suivant un processus qui va être décrit dans les chapitres suivants- au calcul du potentiel créé par cette densité. Il s' agit bien sûr d' un potentiel axisymétrique qui à son tour et avec l' hypothèse que la force attractive équilibre la force centrifuge conduit au calcul d' une courbe de rotation[§] directement déduite des données photométriques, qu' on appellera par la suite courbe de rotation calculée.

§ On appelle courbe de rotation une courbe qui donne la vitesse de rotation circulaire autour du centre galactique en fonction de la distance au centre $V=V(r)$.

Un autre informations est fournie par l' etude spectroscopique. Le déplacement d' une raie d' emission de l' hydrogène pour une region donnée révèle la vitesse à laquelle cette région se déplace par rapport à l' observateur sur la ligne de visée. La connaissance de l' inclinaison du plan galactique[§] par rapport au plan du ciel et le fait que les régions de gaz tournent autour du centre de la galaxie sur des orbites plus ou moins circulaires nous permet de calculer la vitesse de rotation circulaire provoquée par le potentiel galactique. Le résultat final est la construction d' une courbe de rotation qu' on appellera par la suite courbe de rotation observée.

Nous avons constaté que la différence essentielle qui existe entre ces deux courbes de rotation est leur forme. La courbe calculée atteint assez vite un maximum et ensuite -quand on s' éloigne encore du centre- elle manifeste une chute plus ou moins abrupte, tandis que la courbe observée, après avoir atteint sa vitesse maximale, reste presque toujours plate jusqu' au dernier point des mesures.

La comparaison entre les deux courbes de rotation dépend du parametre M/L dont les variations provoquent le déplacement de toute la courbe calculée vers des vitesse plus grandes ou plus petites sans modifier sa forme. Cette comparaison peut déjà nous renseigner sur la nécessité de l' existence d' un halo.

Maintenant nous pouvons aussi repondre à la question qui concerne la constance du rapport M/L sur la totalité du disque. Par exemple nous pourrions considérer ce rapport comme une fonction de la distance au centre r. Mais cette supposition (M/L constant) semble etre en accord avec les observation qui montrent que la couleur des disques galactiques ne change pas considérablement avec le rayon, ce qui signifie que la population stellaire reste quasiment invariable sur l' ensemble du disque (Schweizer 1976, Van der Kruit and Searle 1982, Wevers 1984). Cette supposition (M/L constant) met en évidence la différence de forme qui existe entre la courbe de rotation du disque et la courbe calculée. En effet un rapport M/L qui s' accroît avec la distance au centre, peut nous permettre d' ajuster à chaque courbe de rotation observée la courbe de rotation du disque, parcequ' il nous permet de modifier la forme de la courbe observée. Nous voyons donc que dans notre conception, la supposition que M/L est une fonction non constante du rayon aurait entraîné l' indétermination de notre probleme.

[§] Le plan galactique est le plan qui est défini par le plan équatorial du disque galactique.

La définition de la distribution de la matière dans le halo s' obtient maintenant suivant deux procédures. La première consiste à ajuster sur la partie intérieure de la courbe de rotation observée la courbe qui correspond aux deux composantes lumineuses. En général la partie extérieure de la courbe observée n' est pas ajustée, parceque elle est plus haute que la courbe de rotation du disque. Nous attribuons cette différence de vitesse au halo par la formule:

$$v_{\text{halo}}^2 = v_{\text{obs}}^2 - v_{\text{lum}}^2$$

et nous appelons cette solution la "solution du halo minimum".

La deuxième procédure s' appelle "solution du halo monotone". Pour y arriver nous diminuons progressivement le M/L des composantes lumineuses jusqu' au moment où la densité volumique du halo devient une fonction du rayon quasiment monotone.

La structure spirale de la galaxie peut aussi nous fournir des indications importantes sur la valeur probable du rapport M/L du disque. Pour cela nous calculons l' amplification de l' onde spirale ("Swing Amplification") correspondant à la courbe de rotation et à la densité du disque que nous venons de calculer. Cette amplification est étroitement liée au rapport de masse halo-disque. La présence par exemple d' une belle structure spirale à deux bras (Notation: $m=2$) combinée avec l' absence complète d' une structure à un bras ($m=1$), nous oblige à donner au rapport M/L du disque des valeurs qui permettent l' amplification pour $m=2$ en l' interdisant pour $m=1$. Ainsi la structure spirale avec les contraintes qu' elle impose, nous aide à choisir pour le M/L du disque une valeur intermédiaire entre ces deux solutions extrêmes (halo minimum et halo monotone).

Tout en respectant la contrainte imposée par la structure spirale, nous avons une zone de valeurs acceptables pour le M/L du disque. Parmi ces valeurs nous avons toujours choisi celle qui est plus proche de la solution "halo minimum". La solution "halo minimum" a été aussi choisie pour les galaxies qui ne présentent pas des contraintes, comme c' est le cas pour les galaxies dont la structure spirale n' est pas observable, p.ex. les galaxies vues par la tranche.

Pendant que les contraintes posées par la structure spirale nous permettent d' obtenir une meilleure précision à la définition des limites du rapport M/L du disque, le rapport M/L du bulbe reste toujours assez imprécis.

Ainsi nous choisissons sa valeur de telle manière que la courbe calculée ajuste bien la courbe observée près du centre. Mais l'absence de contraintes autres que la forme de la courbe de rotation nous impose de considérer les résultats concernant ce paramètre, comme moins fiables que ceux du rapport M/L du disque.

D'ailleurs un autre facteur qui diminue encore le sens significatif de la valeur du M/L du bulbe est la mauvaise qualité des données observées (surtout des données cinématiques) très près du centre galactique.

A la fin de ce travail nous présentons une étude statistique élémentaire en cherchant les corrélations qui existent entre les paramètres que nous avons calculés et quelques propriétés observées des galaxies spirales.

CHAPITRE II: LES DONNEES OBSERVEES.

Le travail concernant la recherche dans la littérature des galaxies possédant des données photométriques et cinématiques et le choix du meilleur ensemble de données d'une galaxie, a été fait essentiellement par A. Bosma, qui a aussi décidé la distance adoptée pour chaque galaxie. Dans la grande majorité de cas nous avons utilisé la distance correspondant à la vitesse systémique de la galaxie (RSA Sandage and Tammann 1981) en admettant la valeur $H = 50 \text{ Km/sec Mpc}$ pour la constante de Hubble. Un problème très important était aussi l'homogénéisation des données. A. Bosma a choisi la bande B pour homogénéiser les données photométriques et a calculé les facteurs de conversion.

A la suite de ce chapitre nous décrivons l'échantillon que nous avons utilisé dans ce travail. Le Tableau (II,1) contient toutes les galaxies que nous avons utilisées. Nous avons à la

colonne (1) le nom de la galaxie

colonne (2) son type (RSA)

colonne (3) sa distance en Mpc

colonne (4) le rayon de l'isophote de 25 mag/arcsec^2 , R_{25} , (rayon optique)

colonne (5) le rapport du rayon du dernier point mesuré des données photométriques sur le rayon optique

colonne (6) le rapport du rayon du dernier point mesuré des données cinématiques sur le rayon optique

colonne (7) la ou les références des données photométriques

colonne (8) la ou les références des données cinématiques.

Ce tableau est suivi par le tableau des références bibliographiques.

Tableau (II,1):

Galaxie (1)	Type (2)	Distance (3)	R_{25} (4)	R_{ph}/R_{25} (5)	R_{cin}/R_{25} (6)	Ref.ph (7)	Ref.cin (8)
IC 342	SXT6	4.5	14.65	1.23	2.67	A1	N1,Y1
N 224	SAS3	0.69	15.54	1.76	1.93	D3	E1,N3,B10
N 247A	SXS7	2.5	5.90	2.29	1.80	C2	C4
N 247B							
N 253A	SXS5	2.50				P1	P2,S3
N 253B		4.20	11.91	4.09	4.23		
N 300A	SAS7 &6	1.65	4.68	1.28	2.03	C2	M1,R3
N 300B				1.65			
N 300C							
N 488A	SAR3 &2	48.8	36.40	1.31	0.59	B3	P3
N 488B				0.83		K1	P3
N 598	SAS6	0.69	5.77	1.14	1.56	D4	N2,R2
N 1087	SXT5 &6	30.5	14.69	1.02	0.68	K1	R7
N 2336	SXR4	48.3	46.41	0.95	1.32	B3	V7
N 2403	SXS6	3.25	8.03	0.82	2.08	O2	W4
N 2639	RSAR1\$	66.5	18.86	1.73	0.74	K1	R5
N 2775	SAR2 &1	24.3	16.15	1.03	0.62	B3	R5
N 2841	SAR3*	14.3	14.72	1.68	3.93	B3,V5	B5
N 2841B							
N 3109	SBS9/	1.7	2.65	2.75	6.53	C3	C3
N 3198	SBT5	14.1	14.86	1.78	4.76	V5	B5,V2
N 3198B							W4
N 3359	SBT5	22.8	20.92	1.33	1.64	D7	G2
N 3359B							
N 3898	SAS2 &1	23.1	13.69	1.15	3.13	B3	R5
N 3898B						B3	R5,V3
N 3992	SBT4 &3	22.6	23.27	1.13	1.52	W1	G3
N 4258	SXS4 &3	10.4	23.97	1.75	1.13	C1,V5	V1,W4
N 4258B							
N 4321A	SXS4 &5	20.0	20.59	0.91	0.68	W5	R7,W1
N 4321B							
N 4378	RSAS1	47.9	23.61	1.40	0.86	B3	R6
N 4395	SAS9 &7	6.3	11.54	1.19	1.39	W4	W4
N 4594	SAS1	18.5	21.37	0.99	0.75	B3	R5
N 4605	SBS5P	5.8	3.95	1.85	0.76	B1	R7

Tableau (II,1) (suite):

Galaxie	Type	Distance	R_{25}	R_{ph}/R_{25}	R_{cin}/R_{25}	Ref.ph	Ref.cin
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
N 4698	SAS2	20.0	11.32	1.02	0.72	K1	R5
N 4698B						W1	R5
N 4736	RSAR2	6.9	11.00	0.85	0.91	B3	C5,V4,B7
N 5033A	SAS5	17.9	24.86	1.34	1.85	V5	V6,B5
N 5033B				1.35	1.73	W4	
N 5033C							
N 5055	SAT4	11.0	18.37	1.96	2.97	F1,V5,W4	V6,B5
N 5194	SAS4P	10.8	16.45	0.86	0.55	B3	T2,G1
N 5236	SXS5	6.9	11.79	0.85	3.26	T1	R1,C6
N 5383	SBT3*P	46.4	23.94	1.38	1.14	D8	D8
N 5457	SXT6	7.6	31.15	0.40	0.51	O1	B7a
N 5963	S...P	17.0	8.77	1.27	1.46	R4	R4,B8
N 6503	SAS6	6.1	4.66	2.12	4.48	B2,W4	W4
N 6946	SXT6	6.7	12.85	1.35	1.47	A1	R0,Y1
N 7217	RSAR2	24.5	14.52	1.13	0.83	B3	P4,B9
N 7331	SAS4	22.3	30.97	0.90	1.54	B3	B5
N 7541	SBT4*P	57.5	24.12	1.17	0.91	K1	R7,Kya
N 7664	SAS5\$	74.2	34.92	0.59	0.75	K1	R7
N 7793A	SAS8	4.2	5.32	1.47	0.81	D6,C2	D1,
N 7793B							
N 7793C							
N 7793D							
N 891	SAS3\$ /	15.6	23.76	1.35	1.15	V6a	S1
N 4244	SAS6* /	5.0	7.79	1.79	2.19	V6b	B5..
N 5907	SAS5* /	15.6	18.44	1.55	2.10	V6b	B5..

BIBLIOGRAPHIE

- A1 Ables, H. D.: 1971, Publ. U.S. Naval Obs. 20, No.4.
 B1 Bertola, F.: 1966, Mem. Soc. Astr. Ital. 37, 433.
 B2 Bertola, F. and Bernacca, P.L.: 1967, Mem. Soc. Astron. Ital. 38, 189.
 B3 Boroson, T.: 1981, Astrophys. J. Suppl. 46, 177.
 B4 Bosma, A.: 1978, PhD thesis, University of Groningen.
 B5 Bosma, A.: 1981, Astron.J. 86, 1791.
 B6 Bosma, A.: 1981, Astron.J. 86, 1825.
 B7 Bosma, A., van der Hulst, J.M. and Sullivan, III, W.T.: 1977 Astron. Astrophys. 57, 373.
 B7a Bosma, A., Goss, W.M. and Allen, R.J.: 1981, Astron. Astrophys. 93, 106.
 B8 Bosma, A., van der Hulst, J.M. and Athanassoula, E.: 1985, in preparation.
 B9 Bosma, A., Athanassoula, E. and Vigroux, L.: 1985, in preparation.
 B10 Brinks, E.: 1984, PhD Thesis, Leiden Univ., The Netherlands.
 C1 Capaccioli, M.: 1973, Mem.Astr.Soc. Ital. 44, 417.
 C2 Carignan, C.: 1985a, Preprint.
 C3 Carignan, C.: 1985b, Preprint.
 C4 Carignan, C. and Freeman, K.C.: 1985, Astrophys. J. (soumis).
 C5 Chincarini, G. and Walker, M.F.: 1967, Astrophys. J. 147, 407.
 C6 Comte, G.: 1981, Astr. Astrophys. Suppl. 44, 441.
 D1 Davoust, E. and de Vaucouleurs, G.: 1980, Astrophys. J. 242, 30.
 D2 Deharveng, J.M. and Pellet, A.: 1975, Astron. Astrophys. 38, 15.
 D3 De Vaucouleurs, G.: 1958, Astrophys. J. 128, 465.
 D4 De Vaucouleurs, G.: 1959a, Astrophys. J. 130, 728.
 D5 De Vaucouleurs, G.: 1978, Astrophys. J. 223, 730. (N 253: distance)
 D6 De Vaucouleurs, G. and Davoust, E.: 1980, Astrophys. J. 239, 783.
 D7 Duval, M.F.: 1984, These, Universite de Provence.
 D8 Duval, M.F. and Athanassoula, E.: 1983, Astron.Astroph. 121, 297.
 E1 Emerson, D.T. and Baldwin, J.E.: 1973, M.N.R.A.S. 165, 9P.
 F1 Fish, R.A.: 1961, Astrophys. J. 134, 880.
 G1 Goad, J.W., de Veny, J.B. and Goad, L.E.: 1979, Astrophys. J. Suppl. 39, 439.
 G2 Gottesman, S.T.: 1982, Astron.J. 87, 751.
 G3 Gottesman, S.T., Ball, R., Hunter, G.H. and Huntley, J.M.: 1984, Astrophys. J. 286, 471.
 G4 Graham, J.: 1984, Astron. J. 89, 1332.
 K1 Kent, S.M.: 1984, Astrophys. J. Suppl. 56, 105.
 L1 Lo, K.Y., Berge, G.L., Claussen, M.J., Heiligman, G.M., Leighton, R.B., Masson, C.R., Moffet, A.T., Phillips, T.G., Sargent, A.I., Scott, C.L., Wannier, P.G., and Woody, D.P.: 1984, Astrophys. J. Lett. 282, L59.
 L2 Lynds, B.T.: 1974, Astrophys. J. Suppl. 28, 391.
 M1 Marcelin, M., Boulesteix, J. and Georgelin, Y.: 1985, Astron. Astrophys. (soumis)
 N1 Newton, K.: 1980a, M.N.R.A.S. 190, 689.

- N2 Newton, K.: 1980b, M.N.R.A.S. 191, 169.
- N3 Newton, K. and Emerson, D.T.: 1977, M.N.R.A.S 181, 573.
- O1 Okamura, S., Kanazawa, T. and Kodaira, K.: 1976, Pub. Astr. Soc. Japan 28, 329.
- O2 Okamura, S., Takase, B. and Kodaira, K.: 1977, Pub. Astr. Soc. Japan 29, 567.
- P1 Pence, W.D.: 1980, Astrophys. J. 239, 54.
- P2 Pence, W.D.: 1981, Astrophys. J. 247, 473.
- P3 Peterson, C.J.: 1980, Astron.J. 85, 226.
- P4 Peterson, C.J., Rubin, V.C., Ford, W.K. and Thonnard, N.: 1978, Astrophys. J. 219, 31.
- R3 Rogstad, D.H., Crutcher, R.M., Kwong Chu : 1979, Astrophys. J. 229, 509.
- R1 Rogstad, D.H., Lockhart, I.A. and Wright, M.C.H.: 1974, Astrophys. J. 193, 309
- R0 Rogstad, D.H., Shostak, G.S. and Rots, A.H.: 1973, Astron.Astrophys. 22, 111.
- R2 Rogstad, D.H., Wright, M.C.H., Lockhart, I.A.: 1976, Astrophys. J. 204, 703.
- R4 Romanishin, W., Strom, S.E. and Strom, K.M.: 1982, Astrophys. J. 258, 77.
- R5 Rubin, V.C., Burstein, D., Ford, K.W.Jr. and Thonnard, N.: 1985, Astrophys. J. 289, 81.
- R6 Rubin, V.C., Ford, W.K., Strom, S.E., Strom, K.M. and Romanishin, W.: 1978, Astrophys. J. 224, 782.
- R7 Rubin, V.C., Ford, W.K.Jr. and Thonard, N.: 1980, Astrophys. J. 238, 471.
- S1 Sancisi, R. and Allen, R.J.: 1979, Astron.Astroph. 74, 73.
- S2 Sandage, A. and Tammann, G.A.: 1981, A Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies, Carnegie Institution of Washington. (N 253: distance).
- S3 Scoville, N.Z., Soifer, B.T., Neugebauer, G., Young, J.S., Matthews, K. and Yerka, J.: 1985.
- T1 Talbot, R.J., Jensen, E.B. and Dufour, R.J.: 1979, Astrophys. J. 229, 91.
- T2 Tully, R.B.: 1974, Astrophys. J. Suppl. 27, 415, 437 and 449.
- V1 Van Albada, G.D.: 1980, Astron.Astroph. 90, 123.
- V2 Van Albada, T.S. et al. 1985 preprint.
- V3 Van Driel, W.: 1985, Priv.comm.
- V4 Van der Kruit, P.C.: 1976, Astron. Astrophys. 52, 85.
- V5 Van der Kruit, P.C.: 1979, Astr.Astroph. Suppl. 38, 15.
- V6 Van der Kruit, P.C. and Bosma, A.: 1978, Astr.Astroph. Suppl. 34, 259.
- V6a Van der Kruit, P.C. and Searle, L.: 1981, Astr.Astroph. 95, 105 and 116.
- V6b Van der Kruit, P.C. and Searle, L.: 1982, Astr.Astroph. 110, 61.
- V7 V. Moorsel, G.A.: 1982, PhD Thesis University of Groningen.
- W1 Warmels, R.H.: 1985, priv. comm.
- W2 Watanabe, M.: 1983, Ann. Tokyo Astron. Observatory, vol XIX, 121.
- W3 Watanabe, M., Kodaira, K. and Okamura, S.: 1982, Astrophys. J. Suppl. 50, 1
- W4 Wevers, B.H.R.M.: 1984, PhD Thesis, University of Groningen.
- W5 Whitmore, B.C. and Kirshner, R.B.: 1982, Astron.J. 87, 500.
- Y1 Young, J.S. and Scoville, N.: 1982, Astrophys. J. 258, 467.

Remarques sur le Tableau (II,1).

1. IC 342: Nous avons utilisé la photométrie de Ables (1971), qui tient compte de la correction (2.2 mag.) pour l'absorption galactique. Nous avons construit la courbe de rotation de la façon suivante: nous avons adopté le gradient de la partie centrale égal à 88 Km/sec.Kpc, suivant Lo et al. (1984), nous avons utilisé les données des Young et Scoville (1982) pour la partie intérieure de 8 arcmin et les données de Newton (1980a) pour la partie entre 8 et 16 arcmin.

2. NGC 224 (M31). Les données photométriques sont celles de de Vaucouleurs (1958), qui calcule pour les parties extérieures un rapport d'axes $b/a=0.25$. La courbe de rotation est une version simplifiée de la courbe donnée par Emerson et Baldwin (1973), en prenant en compte les données plus récentes: Deharveng et Pallet (1975), Newton et Emerson (1977) et Brinks (1984). La présence de mouvements non circulaires dans la région centrale et dans la région du bras spiral nous oblige à accepter pour cette courbe une incertitude de l'ordre de 10 - 15 %.

3. NGC 253. Pour cette galaxie nous avons adopté deux distances différentes: 2.5 Mpc, donnée par de Vaucouleurs (1978) et 4.2 Mpc, suivant Sandage et Tammann. Les données photométriques sont celles de Pence, tandis que la courbe de rotation est une combinaison des données de Pence (1981) avec les données de Scoville et al. (1985) pour la partie intérieure.

4. NGC 300. Nous avons deux modèles de photométrie: La courbe de la distribution de lumière dans la bande bleue, et la courbe de la lumière des populations plus vieilles du disque (pixels rouges), toutes les deux proposées par Carignan (1985). Pour le gradient de la partie centrale de la courbe de rotation nous avons adopté la valeur trouvée par Marcelin et al. (1985). Pour la partie extérieure nous avons utilisé les données de Rogstad et al. (1979). La distance est déterminée par Graham (1984): 1.65 Mpc.

5. NGC 488. Deux modèles photométriques: Boroson (1981) et Kent (1984). La courbe de rotation est la courbe moyennée, proposée par Peterson (1980), légèrement modifiée.

6. NGC 598 (M33). La courbe de rotation est donnée par Newton (1980), complétée par les données de Rogstad et al. pour la partie centrale.

7. NGC 1087. C'est une galaxie possédant une petite barre, dont l'apparence n'est pas tout-à-fait symétrique.

8. NGC 2336. Encore une galaxie possédant une barre. Les données de vitesses (données HI, Van Moorsel 1982) sont incomplètes dans la partie centrale à cause de l'absence de données optiques.

9. NGC 2841. Pour cette galaxie nous avons construit deux modèles photométriques. Le premier utilise les données de Boroson (1981) et les données de Van der Kruit (1979), où la deuxième courbe a été déplacée de façon à avoir le même point zéro. Le deuxième modèle utilise la photométrie de Whitmore et Kirshner (1982), qui indique une erreur de la photométrie de Boroson, assez sérieuse quand l'inclinaison de la galaxie est importante. La courbe de rotation est donnée par Bosma (1981, données HI). Sa partie centrale a été lissée.

10. NGC 3198. Photométrie obtenue par Van der Kruit (1979) et Wevers (1984). La contribution du bulbe est considérée négligeable. La courbe de rotation est basée sur les données de Van Albada (1985).

11. NGC 4258. Nous avons utilisé la photométrie de Cappacioli (1973) pour la partie intérieure et celle de Van der Kruit (1979) pour la partie extérieure, en utilisant la correction qui correspond aux couleurs utilisées.

12. NGC 4321. Deux sources de photométrie pour cette galaxie: Whitmore et Kirshner (1982) donne des points observés sur cinq directions et nous les avons moyennés en utilisant une inclinaison égale à 0. Watanabe (1983) observe dans le visible et nous avons utilisé la correction $B-V=0.7$. La courbe de rotation est une combinaison de données: Rubin et al. (1980) pour la partie intérieure ($r < 10$ Kpc) et Warmels (1985) pour la partie extérieure. La courbe de rotation est basée sur une inclinaison de 30 degrés.

13. NGC 4378. Les données de vitesses (Rubin et al. 1978) ont été moyennées de façon à obtenir une courbe plus lisse.

14. NGC 4594. Nous avons utilisé la courbe de rotation de Rubin et al. (1984), qui concorde bien avec les données HI de Bajaja et al. (1984).

15. NGC 5033. La photométrie de Van der Kruit (1979) ne comporte pas la région centrale, tandis que la courbe de rotation est une combinaison de données: a) Van der Kruit et Bosma (1978), b) Bosma (1981) et c) Wevers (1984).

16. NGC 5055. Le profil photométrique est la combinaison de données de Fish (1961) et de Van der Kruit (1979) qui a été utilisée dans Bosma et Van der Kruit (1979). La courbe de rotation est aussi une combinaison de données de Van der Kruit et Bosma (1978) et Bosma (1978).

17. NGC 5194. Nous avons adopté le modèle de Tully (1974) comme courbe de rotation, qui, excepté la partie centrale, concorde bien avec les données de Goad et al. (1979). Inclinaison: 20 degrés.

18. NGC 5236. Le profil photométrique est donné par Talbot et al. (1979), pixels rouges. Le gradient de la partie centrale de la courbe de rotation est donné par Comte (1981), tandis que la partie extérieure est donnée par Rogstad et al. (1974), modèle B.

19. NGC 5457. L'aspect non symétrique de cette galaxie augmente l'imprécision de la courbe de rotation à l'extérieur d'un rayon $r=7$ arcmin. Ainsi nous avons adopté pour la partie extérieure un modèle de courbe plate.

20. NGC 5963. La courbe de rotation est une combinaison de données de Romanishin et al. (1982) et de Bosma et al. (1985).

21. NGC 6503. La photométrie utilisée, de Bertola et Bernacca (1967), concorde bien avec les données de Wevers pour la partie extérieure.

22. NGC 6946. Nous avons construit la courbe de rotation en utilisant les données de Young et Scoville (1982) pour la partie intérieure et celles de Rogstad et Shostak (1972) pour la partie extérieure.

23. NGC 7331. La courbe de rotation est basée sur les données de Rubin et al. (1965) pour la partie intérieure et sur les données HI de Eosma (1981) pour la partie extérieure.

24. NGC 7793. Deux modèles pour la photométrie: a) le premier basé sur les données de de Vaucouleurs et Davoust (1980) et b) le second sur les données (pixels rouges) de Carignan (1985).

26. NGC 891, NGC 4244, NGC 5907. Il s'agit de trois galaxies vues par la tranche. La photométrie a été faite par Van der Kruit et Searle (1981, 1982) et corrigée par la formule isotherme. Il faut souligner que le bulbe peut être sous-estimé. La courbe de rotation est donnée par Sancisi et Allen (1979), et par Sancisi (non publiée, utilisée par Bosma 1981).

Description de la structure spirale.

La description complete de la structure spirale des galaxies appartenant à notre échantillon est présentée dans le Tableau (II,2). A la colonne (2) nous avons extension de la structure spirale à un bras ($m=1$), à la colonne (3) l'extension de la structure $m=2$, à la colonne (4) l'extension de la structure $m=4$, à la colonne (5) l'extension de la structure $m>4$, à la colonne (6) nous avons l'extension de la barre, à la colonne (7) nous avons un x dans le cas où la galaxie est de type flocculant et à la colonne (8) des observations générales.

Quelques exemples pour la façon de noter l'extension de la structure spirale:

i) Il y a un seul nombre .. 7.5 ... Il indique le rayon à partir duquel il n'y a plus de structure spirale.

ii) Il y a deux nombre séparés par un tiret .. 8.5-12... Ils indiquent la région d'extension de la structure spirale. Dans notre exemple la structure spirale se trouve entre les rayons 8.5 et 12 Kpc.

iii) Il y a une virgule .. 5,15-20 ... Notre exemple indique l'existence d'une structure spirale à l'intérieur du rayon $r=5$ Kpc et entre les rayons 15 et 20 Kpc.

Tableau (II,2)

Galaxie (1)	1-bras (2)	2-bras (3)	4-bras (4)	multibras (5)	bar (6)	flocc (7)	notes (8)
IC 342		6.5		13-20	<2		
N 224	10-12,1	5,15-20					inter.
N 247A	6.5						
N 247B							
N 253A					12	x	
N 253B							
N 300A		1.6	5.4				
N 300B							
N 300C							
N 488A		21.3					
N 488B							
N 598		2.4		6 (10)			SH80 chaos
N 1087							
N 2336				40 (6)	9		
N 2403		3.8	7.5 ?				
N 2639		...?					
N 2775						x	lent.
N 2841						x	
N 2841B							
N 3109							vue p.tranche
N 3198		18.6			3.6		
N 3198B							
N 3359		18			3.6		
N 3359B							
N 3898		8.2					
N 3898B							
N 3992		22			6.6		
N 4258		9,25			8		
N 4258B							
N 4321		16,24			...		oval
N 4321B							
N 4378	21.5						
N 4395			14 (4-6)				
N 4594							vue p.tranche
N 4605							perplexe

Tableau (II,2) (suite)

Galaxie (1)	1-bras (2)	2-bras (3)	4-bras (4)	multibras (5)	bar (6)	flocc (7)	notes (8)
N 4698		7.5					
N 4698B							
N 4736		1.5		10 (or)	6.5	x	complex
N 5033A	..	26					déformée
N 5033B							
N 5033C							
N 5055						x	
N 5194		15					inter
N 5236		10			5.0		
N 5383		16,30			13.5		
N 5457		15		30			
N 5963						x	
N 6503						x	
N 6946			7				
N 7217						x	rings
N 7331				32 (6-8)			
N 7541						x	
N 7664				35			asym
N 7793A						x	
N 7793B							
N 7793C							
N 7793D							
N 891							vue p.tranche
N 4244							vue p.tranche
N 5907							vue p.tranche

CHAPITRE III : DESCRIPTION DE LA METHODE CHOISIE

Nous allons exposer la methode en deux parties. Dans la première partie nous allons présenter la manière dont nous traduisons la luminosité observée d' une galaxie en vitesse de rotation circulaire et la façon d' estimer son halo. Dans la deuxième partie nous decrirons la théorie de l' amplification de l' onde spirale lors du passage d' une structure leading à une structure trailing ("Swing Amplification"). Cette thèorie nous permettra de réduire l' ensemble de valeurs possibles du rapport M/L du disque, à l' aide de la structure spirale observée.

PREMIERE PARTIE : Calcul de la vitesse circulaire de rotation.

i) Le bulbe

Nous avons fait deux suppositions pour le bulbe. D'abord nous l'avons considéré sphérique, c' est à dire nous avons supposé que sa distribution de densité volumique est sphérique. D'habitude le bulbe est une sphère légèrement aplatie. Ainsi le modèle sphérique sans nous créer des problemes importants de précision, facilite enormement les calculs par sa simplicité. Deuxièmement nous avons choisi un rayon à partir duquel sa densité est prise égale à zéro (donc à rayon fini).

Nous avons fait cette supposition afin d'obtenir une meilleure précision. En effet, dans l' hypothèse où le rayon du bulbe va aussi loin que le rayon du disque, nous devrions lisser les données photometriques, chose que nous avons voulu éviter.

L' autre supposition concernant la constance du rapport M/L du disque et du bulbe (voir à l' introduction), nous permet de connaître la densité projetée des ces deux composantes à partir de la luminosité observé. La façon de partager la brillance projetée (donc la densité) observée entre le bulbe et le disque et la façon de la deprojeter en densité volumique seront exposées au chapitre concernant la programmation.

ii) Le disque.

Le probleme qui domine cette première partie est le calcul de la vitesse de rotation circulaire, qui correspond à un disque d'epaisseur zero et dont la densité superficielle est donnée numeriquement.

Une question se pose tout-de-suite: Est-ce qu'un modèle d'epaisseur zero est realiste quand il représente les disques galactiques? D'abord on doit dire que les disques galactiques ont un epaisseur qui se situe entre un cinquième et un dixième de leur diametre. Mais la représentation du disque galactique par des disques d'epaisseur infiniment petite ou nulle, est une solution plutôt satisfaisante de ce probleme complexe. Elle est d'ailleurs universellement utilisée parcequ' elle reduit les dimentions du problème. Mais malgré la suppression de l' epaisseur, qui est un facteur stabilisateur

important, on peut arriver (avec d' autres facteurs stabilisateurs comme la dispersion en \dot{r}) à une solution stable, chose très importante si on veut que la galaxie garde la forme d'une ... galaxie!

Choisissons un repère inertiel, centré au centre du disque, muni d' un système de coordonnées polaires. Nous nous plaçons tout de suite dans le cas axisymétrique, en considérant la densité et le potentiel du disque comme des fonctions de la distance au centre r seulement, donc indépendantes de l' angle ϑ . Nous pouvons écrire alors:

$$\begin{aligned} S &= S(r) && \text{la densité du disque} \\ U &= U(r) && \text{son potentiel} \end{aligned}$$

Notre but est de calculer la vitesse de rotation circulaire qui correspond à cette densité. Une procédure normale pourrait être la suivante: Nous calculons le potentiel $U(r)$ à l' aide de la relation de Poisson:

$$\nabla^2(U) = -4 \pi G S(r)$$

qui nous conduit à l' équation intégrale suivante:

$$U(r) = \int_0^{2\pi} \int_0^{\infty} \frac{S(r') r' dr'}{(r'^2 + r^2 - 2rr' \cos(\vartheta))^{1/2}} d\vartheta$$

A la suite nous obtenons la force engendrée par ce potentiel par la relation:

$$\vec{F}(r) = - \text{grad}(U(r))$$

d' où la vitesse de rotation circulaire ...

Cette procédure a deux inconvénients importants: Son application numérique demande un temps de calcul important et en même temps ne peut pas avoir une très grande précision. En effet après avoir calculé la solution de l' équation intégrale il aurait fallu chercher le gradient de ces résultats (dérivation), ce qui coûte une perte de précision considérable. A la suite nous allons exposer la procédure que nous avons choisie afin de résoudre ce problème:

Posons maintenant $u = \ln(r) \iff r = e^u$ et considérons les quantités :

$$S_r = r^{3/2} S(r) = e^{3u/2} S(u)$$

$$U_r = r^{1/2} U(r) = e^{u/2} U(u)$$

Appelons $A(a)$ la transformée de Fourier de la fonction S_r et $B(a)$ celle de la fonction U_r , définies par les relations:

$$e^{3u/2} S(u) = \frac{1}{2} \int_{-\infty}^{\infty} A(a) e^{-au} da \quad (\text{III},1)$$

$$e^{u/2} U(u) = \frac{1}{2} \int_{-\infty}^{\infty} B(a) e^{-au} da \quad (\text{III},2)$$

A.Kalnajs a démontré (1971) que ces deux fonctions sont reliées par la relation:

$$B(a) = -2\pi G K(a) A(a) \quad \text{où}$$

$$K(a) = \frac{1}{2} * \frac{\Gamma\left(\frac{1/2 + ia}{2}\right) * \Gamma\left(\frac{1/2 - ia}{2}\right)}{\Gamma\left(\frac{3/2 + ia}{2}\right) * \Gamma\left(\frac{3/2 - ia}{2}\right)}$$

où $\Gamma(z)$ est la fonction Gamma.

Maintenant en utilisant la relation:

$$F = -dU/dr = -V^2(r)/r$$

nous avons:

$$d/du(r^{1/2}U(r)) - r^{1/2}U(r)/2 = r^{1/2} V^2(r)$$

Remplaçons le $r^{1/2}U(r)$ en utilisant la relation (III,2) et intervertissons l'ordre de deux operateurs (dérivation-integration). Le resultat est le suivant:

$$e^{u/2} V^2(u) = 1/(2\pi) \int_{-\infty}^{\infty} (-ia - 1/2) B(a) e^{-aui} da$$

Les formules que nous avons finalement utilisé sont :

$$e^u S(u) = \frac{1}{2\pi} \int_{-\infty}^{\infty} A(b) e^{bui} db \quad (\text{III},3)$$

$$V^2(u) = 1/(2\pi) \int_{-\infty}^{\infty} B(b) e^{bui} db$$

où la relation qui relie les quantités A(b) et B(b) est égale à (Athanasoula et al. 1985):

$$2\pi G A(b) = \frac{\Gamma(1/2 + bi/2) * \Gamma(1 - bi/2)}{\Gamma(1/2 - bi/2) * \Gamma(1 + bi/2)} * B(b)$$

Notre methode est basée sur ces deux formules. Son grand avantage est d' avoir remplacé la dérivation par une transformation de Fourier, dont le calcul numerique est beaucoup plus précis, surtout quand on utilise le sous-programme FFT (Fast Fourier Transform).

DEUXIEME PARTIE : Structure spirale.

Jusqu' ici nous avons eu l' occasion de parler du rapport M/L du bulbe et du disque (voir l' introduction). Dans notre conception du probleme ce rapport est un facteur multiplicateur de la masse du disque (ou du bulbe) qui deplace la courbe de rotation du disque (ou du bulbe) sans modifier sa forme.

La courbe de rotation observée pose une limite superieure à la valeur du M/L. En effet la vitesse de rotation due au disque ne peut pas dépasser la vitesse observée. Notre volonté de chercher le halo minimum pose la limite inferieure. Ainsi le danger d' une sousestimation du halo galactique est evident.

Dans cette partie du III chapitre nous exposerons une théorie qui presente un mécanisme d' amplification des ondes spirales dans les disques galactiques (Goldreich and Lynden-Bell (1965) et Toomre (1981)). Comme nous le verrons cette amplification depend de la forme de la courbe de rotation, de la dispersion de vitesse du disque, du nombre de bras spiraux et du rapport de masse entre la masse du disque et la somme des masses bulbe+disque. Ce fait, combiné avec les propriétés de la structure spirale observées (le nombre de bras, l' extension des bras etc.) peut diminuer la limite superieure de la valeur du rapport M/L du disque.

Dans le premier paragraphe nous allons écrire les equations qui décrivent le mouvement d' une particule de masse égale à l' unité, qui, étant assez loin du centre galactique, suit une orbite très proche de l' orbite circulaire.

Dans le deuxième paragraphe nous appliquons une force perturbatrice axisymétrique et instantanée qui crée une perturbation à la densité et nous etudions l' influence de cette densité perturbée sur le mouvement.

Dans le troisième paragraphe nous reprenons le meme calcul mais en appliquant une force perturbatrice non axisymétrique.

i) Equations générales:

Tout le calcul analytique qui est exposé dans ce paragraphe a été fait par E. Athanassoula(1984), comme d'ailleurs la partie du programme qui exécute le calcul numérique. Nous repetons ce calcul afin que le lecteur puisse poursuivre aisement la lecture de ce texte.

Prenons une galaxie plutôt froide (sans grande dispersion de vitesses), de façon à ce que l'approximation épicyclique soit une solution satisfaisante pour la description de tout mouvement, en dehors de la région centrale, et plaçons-nous assez loin du centre galactique, à un rayon r_0 .

Dans un repère inertiel muni de coordonnées polaires centrées au centre galactique (r, ϑ) , le Lagrangien décrivant le mouvement d'une particule est:

$$L(r, \vartheta, \dot{r}, \dot{\vartheta}) = \frac{1}{2} (\dot{r}^2 + r^2 \dot{\vartheta}^2) - U(r)$$

où $U(r)$ est le potentiel galactique supposé axisymétrique et indépendant du temps.

Faisons tourner maintenant notre repère avec une vitesse angulaire constante: Ω_0 , qui est égale à la vitesse angulaire correspondant au mouvement circulaire à la distance r_0 . Ce changement de repère se traduit par le changement des variables:

$$(r, \vartheta) \Rightarrow (r, \vartheta_r) \quad \text{où} \quad \vartheta_r = \vartheta - \Omega_0 t$$

Dans ce repère, une particule qui suit le mouvement circulaire à la distance r_0 , paraît immobile. Nous allons effectuer encore un changement de variables, afin de décrire un mouvement assez proche du mouvement circulaire:

$$(r, \vartheta_r) \Rightarrow (Dr, \vartheta_r) \quad \text{où} \quad Dr = r - r_0$$

et le Lagrangien devient:

$$L(Dr, \vartheta_r, \dot{Dr}, \dot{\vartheta}_r) = \frac{1}{2} (\dot{Dr}^2 + (r_0 + Dr)^2 (\dot{\vartheta}_r^2 + 2\dot{\vartheta}_r \Omega_0 + \Omega_0^2)) - U(r_0 + Dr)$$

Les conditions que nous avons posées nous amènent à admettre que $Dr \ll r$ et $\dot{\vartheta}_r \ll \pi$. Ecrivons le développement en série du potentiel:

$$U(r_0 + Dr) = U(r_0) + \frac{dU(r_0)}{dr} Dr + \frac{1}{2} * \frac{d^2U(r_0)}{dr^2} Dr^2$$

Nous allons maintenant écrire deux Lagrangiens:

i) L_1 où nous ne conservons que les termes du premier ordre en Dr ou $\dot{\vartheta}_r$, les quantités Dr et $\dot{\vartheta}_r$ étant considérées aussi très petites:

$$L_1 = \frac{1}{2} r_0^2 \dot{\vartheta}_r^2 - \frac{dU(r_0)}{dr} Dr$$

qui nous amène au système d'équations suivant:

$$r_0^2 \dot{\vartheta}_r = \text{const.}$$

$$\frac{dU(r_0)}{dr} = r_0 \Omega_0^2$$

$$\frac{dU(r_0)}{dr} = \left(\frac{dU(r)}{dr} \right)_{r=r_0}$$

De cette expression nous avons éliminé les termes constants et les termes qui sont dérivées totales du temps.

L_2 où nous concernons aussi les termes du deuxième ordre:

$$L_2 = \frac{1}{2} (D\dot{r}^2 + r_0^2 \dot{\vartheta}_r^2 + 4 \Omega_0 r_0 \dot{\vartheta}_r D\dot{r}) - \frac{1}{2} * \frac{d^2U(r_0)}{dr^2} D\dot{r}^2$$

Avant d'écrire le système d'équations produites par L_2 , procédons pour la dernière fois à un changement de variables:

$$x = D\dot{r} \quad y = r_0 \dot{\vartheta}_r$$

Il s'agit d'un système Cartésien puisque on admet que le rayon de courbure r_0 de l'orbite circulaire est beaucoup plus grand que $D\dot{r}$. Nous avons maintenant pour L_2

:

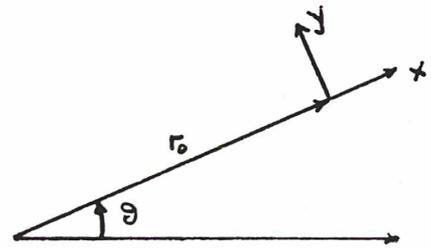


Figure (III,1)

$$L_2 = 1/2 (\dot{x}^2 + \dot{y}^2 + 4xy \Omega_0) - 1/2 (d^2U(r_0)/dr^2 - \Omega_0^2) D\dot{r}^2$$

De ce Lagrangien nous obtenons les équations du mouvement:

$$\ddot{x} - 2\Omega_0 \dot{y} + q^2 x = 0$$

$$\ddot{y} + 2\Omega_0 \dot{x} = 0$$

où nous avons mis: $q^2 = d^2U(r_0)/dr^2 - \Omega_0^2$

ii) Perturbation axisymétrique

Nous allons introduire une force perturbatrice totalement axisymétrique dont les composantes en x et y sont:

$$\begin{aligned} f_x(x,y,t) &= \epsilon \delta(t) \cos kx \\ f_y(x,y,t) &= 0 \end{aligned} \quad (\text{IV},4)$$

où ϵ est une quantité très petite, indiquant la grandeur de la perturbation et $\delta(t)$ est la fonction de Dirac définie par la relation:

$$\delta(t) = \begin{cases} 0 & \text{si } t < 0 \\ \infty & \text{si } t = 0 \end{cases} \quad \text{avec la propriété} \quad \int_{-a}^a \delta(t) dt = 1 \quad \text{où } a > 0.$$

Nous voyons donc qu'il s'agit d'une force qui s'exerce instantanément et qui crée une perturbation à la vitesse:

$$v_x(x,y,t) = \int_{-\infty}^{t(>0)} f_x(x,y,t') dt' = \epsilon \cos kx$$

$$v_y(x,y,t) = 0$$

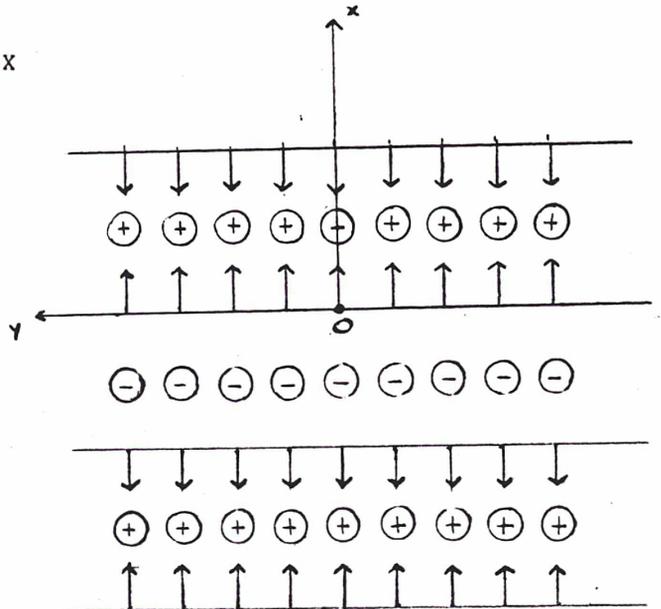
À la figure (III,2) nous avons la perturbation de la densité créée par la force perturbatrice. Elle peut être considérée comme une approximation simpliste d'une structure spirale très enroulée. Ces sont des ondes de densité perpendiculaires au rayon.

Maintenant nous devons réécrire les équations du mouvement en tenant compte de la force gravitationnelle que cette perturbation de la densité a créée et dont les composantes sont $f_{g,x}$ et $f_{g,y}$.

Pour mieux étudier le déplacement du à la perturbation gravitationnelle prenons le cas d'une particule de masse unitaire qui était placée au centre de notre repère avant la perturbation. Adoptons

pour son déplacement $p(x,t)$ la formule suivante, qui est tout à fait justifiée par la figure (III,3) $p(x,t) = X(t) \cos kx$ et cherchons à définir la fonction $X(t)$ à l'aide des équations du mouvement:

$$\begin{aligned} \ddot{p} - 2\Omega_0 \dot{y} + q^2 p &= f_{g,x} \\ \ddot{y} + 2\Omega_0 \dot{p} &= f_{g,y} = 0 \end{aligned}$$



Figure(III,2)

Déjà de la deuxième équation nous obtenons (conservation du moment angulaire) la composante en y de la vitesse, en fonction de la position p :

$$\dot{y} + 2\Omega_0 p = \dot{y}_0 \quad (= \text{const.})$$

et la première équation devient:

$$\ddot{p} + \kappa^2 p - 2\Omega_0 \dot{y}_0 = f_{g,x}$$

où κ est la fréquence épicyclique définie par la formule:

$$\kappa^2 = 4\Omega^2 + r \, d\Omega^2/dr = 4\Omega^2 - 4\Omega A$$

où $A = -1/2 \, r \, d\Omega/dr$ (la constante de Oort).

La densité perturbatrice est donnée par la relation:

$$\mu_p = -\mu_0 \partial p / \partial x^{\xi} = \mu_0 X(t) \kappa \sin \kappa x$$

Maintenant nous devons chercher le potentiel perturbateur qui correspond à cette densité perturbatrice. Ce potentiel doit avoir les propriétés suivantes: i) Il doit être axisymétrique, donc une fonction de x de z , où l'axe des z est perpendiculaire au plan x, y et du temps t . ii) Il doit être une fonction décroissante du $|z|$, puisque il s'agit d'une petite perturbation de densité par rapport à la densité du disque, qu'elle devient tout-à-fait négligeable loin du disque. iii) La force perturbatrice engendrée par lui doit être proportionnelle du $\cos \kappa x$, afin d'être égale à zéro aux points de maximum et de minimum de densité. Ainsi nous choisissons la forme:

$$U(x, z, t) = D e^{-k|z|} \sin \kappa x$$

et nous calculons la fonction D à l'aide de l'équation de Poisson:

$$\nabla^2 U = -4\pi G \mu_p$$

$\xi \mu_0$ est le maximum de la densité perturbatrice. Un exemple simple de l'application de cette relation: Les points de maximum et de minimum de densité sont de points d'équilibre, respectivement stable et instable.

Le potentiel qui résulte de cette relation et la force qui lui correspond sont:

$$U(x, z, t) = 2\pi G \mu_0 X(t) e^{-k|z|} \sin kx$$

$$f_{g,x} = (-\partial U / \partial x)_{z=0} = 2\pi G \mu_0 k X(t) \cos kx$$

En adoptant comme condition initiale $\dot{y}_0 = 0$ nous arrivons à l'équation:

$$\ddot{X}(t) + \kappa^2 X(t) = 2\pi G \mu_0 k X(t)$$

dont la solution a la forme: $X(t) = E \sin \omega t$ où

$$\omega^2 = \kappa^2 - 2\pi G \mu_0 k$$

C'est l'équation de dispersion qui correspond au cas d'un modèle galactique froid (sans dispersion). D'autres suppositions nous amènent à des équations semblables. La condition $\omega^2 > 0$ est une condition de stabilité. En effet si le paramètre ω^2 est imaginaire, il nous conduit à des solutions instables où l'amplitude de la perturbation s'accroît exponentiellement avec le temps t .

Ainsi nous pouvons dire que dans le cas où la force perturbatrice est donnée par la relation (III,4), le mouvement perturbé est une oscillation harmonique autour du point de densité maximale. Le mouvement en y est imposé par la présence de l'intégrale première du mouvement:

$$\dot{y} = -2\Omega p(t)$$

iii) Perturbation non axisymétrique

Supposons maintenant que la force perturbatrice n'est plus parallèle à l'axe des x et appelons γ l'angle qui se forme entre la force et l'axe des y . Cette force instantanée entrainera une perturbation de la vitesse et de la densité semblable à celle qu'on vient d'étudier. Après l'instant $t=0$ la seule force perturbatrice est la force gravitationnelle due à la perturbation de densité et qui est perpendiculaire à l'onde créée. (Voir figure (III,3))

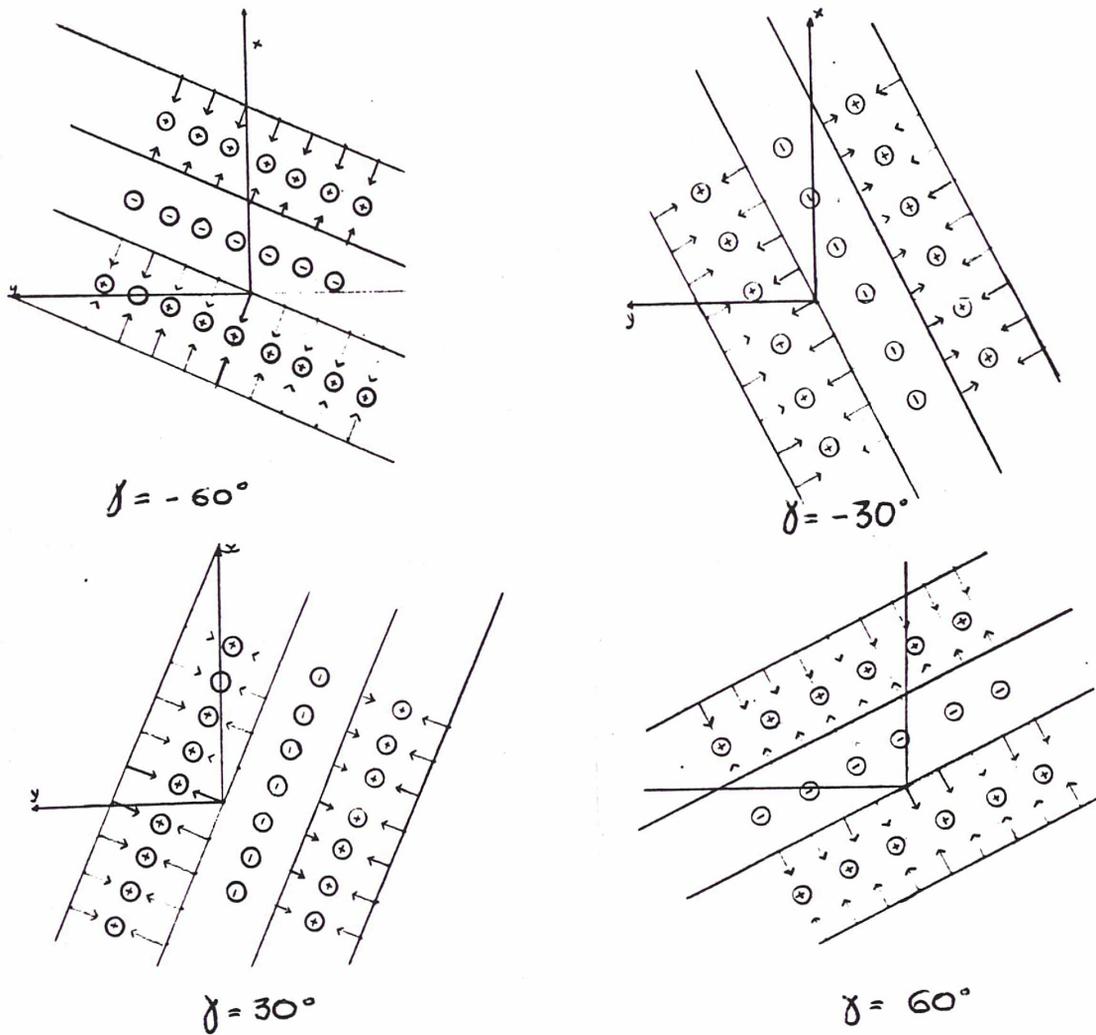


Figure (III,3): Présentation schématique de la perturbation en vitesse et en densité pour quatre angles différents. Nous constatons que les valeurs négatives de γ correspondent à une structure leading, tandis que les valeurs positives de γ correspondent à une structure trailing.

Si $f_g(x,y,t)$ est la mesure de la force engendrée par la densité perturbatrice, les équations du mouvement d' une particule, de masse unitaire, qui se trouve au point $x=y=0$ sont les suivantes:

$$\begin{aligned} \ddot{x} - 2\Omega_0 \dot{y} - 4\Omega_0 A_0 x &= f(x,y,t) \sin \\ \ddot{y} + 2\Omega_0 \dot{x} &= f(x,y,t) \cos \end{aligned}$$

Nous avons souvent répété que la perturbation est petite par rapport à la masse du disque. Cette dernière continue son mouvement sans perturbation en provoquant le changement de l' angle χ suivant la relation:

$$d \tan \chi / dt = 2A_0 = -r_0 d\Omega(r_0)/dr \quad (\text{III},5)$$

Nous constatons que χ est une fonction croissante du temps[§], que son rythme de croissance est indépendant du temps t et qu'il a la tendance de modifier les structures leading ($\chi < 0$) en structures trailing ($\chi > 0$). En partant de cette relation et en utilisant comme variable le déplacement sur la direction de la force f , donc sur la direction perpendiculaire à l' onde:

$$p = x \sin \chi + y \cos \chi$$

nous pouvons rassembler les deux équations du mouvement en une:

$$\ddot{p} + (\kappa^2 - 8\Omega_0 A_0 \cos^2 \chi + 12 A_0^2 \cos^4 \chi) p = f$$

Mais la force f nous la connaissons déjà en fonction de la perturbation p :

$$f = 2\pi G \mu_0 k p$$

[§] La partie centrale a un mouvement de corps solide, donc $\Omega = \text{const.}$ Partout ailleurs la vitesse angulaire Ω est une fonction décroissante du rayon r . Par contre la possibilité $d\Omega/dr > 0$, qui correspond à une courbe de rotation qui est concave (quand elle monte), peut être exclue.

Ainsi l' equation du mouvement devient:

$$\ddot{p} + S(\gamma) p = 0 \quad (\text{III},6)$$

$$\text{où } S(\gamma) = \kappa^2 - 8 \Omega_0 A_0 \cos^2 \gamma + 12 A_0^2 \cos^4 \gamma - 2\pi G \mu_0 \kappa \quad (\text{III},7)$$

Il serait interessant de remarquer que l'equation (III,6) est l' equation du mouvement d' un point sur une ligne, quand on met au centre la force $S(\gamma)$. Si $S(\gamma)$ est positif, il s' agit d' une force attractive, si non, il s' agit d' une force répulsive.

iv) Swing Amplification

L'étude de l' equation (III,6) devient plus facile si on utilise les parametres suivants:

$$\Gamma = \frac{2 A_0}{\Omega} = - \frac{r}{\Omega} \frac{d\Omega}{dr} \quad \text{et}$$

$$X = \frac{r \kappa^2}{2\pi G m \mu} \quad \text{où } m \text{ est le nombre de bras spiraux et } \mu \text{ est la densité du disque.}$$

Nous pouvons facilement verifier que:

- 1) $\Gamma(r)=0$ quand on a le mouvement d' un corps solide $\Gamma(r)=\text{const}$
- 2) $\Gamma(r)=1$ quand on se trouve à la région où la courbe de rotation est plate $V(r) = \text{const.}$
- 3) $\Gamma(r)=1.5$ quand la vitesse decroit comme dans le cas Keplerien.

De son coté le parametre X depend du rapport de la masse du disque sur la masse totale. En effet il depend de la frequence epicyclique κ qui est un parametre directement issu de la courbe de rotation, donc lié à la masse totale, et de la densité μ du disque.

Sur la figure (III,4), nous pouvons voir le comportement de la fonction $S(\gamma)$ suivant differentes valeurs des parametres Γ, X et Q (Q est le rapport de la dispersion existante sur la dispersion minimale suivant le critère de Toomre).

Prenons comme exemple le cas $X=1, \Gamma=1$ et $Q=1.5$ (courbe mediane). Nous constatons que la valeur de la fonction $S(\gamma)$ devient négative, quand l' angle γ se trouve à l' interieur d' une région autour du point zéro. Ainsi la force attractive (qui crée une perturbation ayant la forme d' une oscillation dans la direction perpendiculaire à l' onde) devient pendant un moment répulsive, en entrainant l' amplification de l' amplitude de cette oscillation. Nous pouvons voir ce résultat dans la figure (III,5) où nous constatons la difference qui existe entre l' amplitude des oscillations avant et après la région autour du point $\tan \gamma=0$.

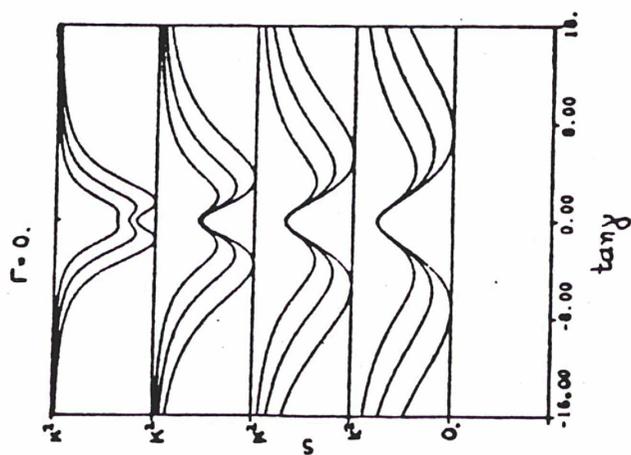
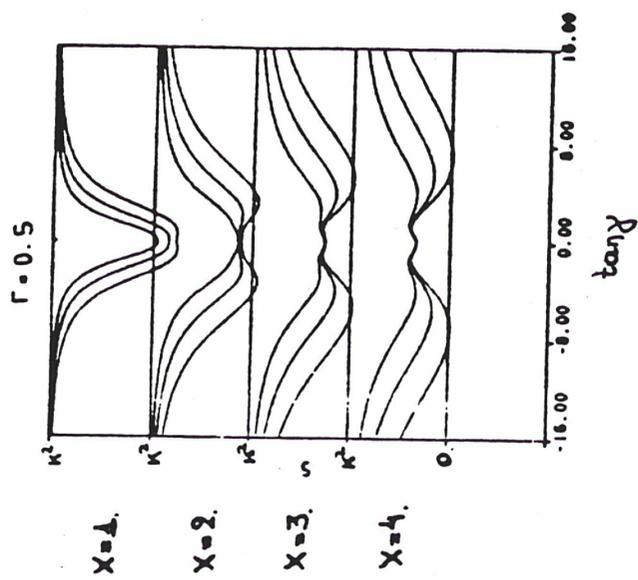
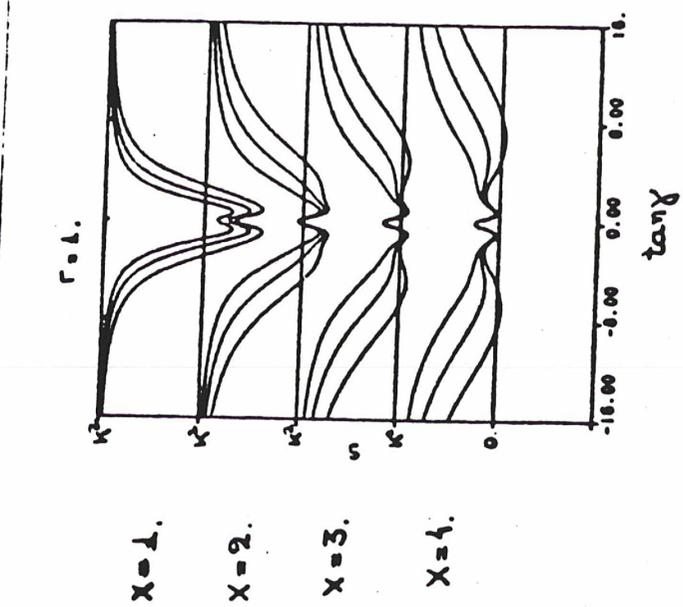


FIGURE (III, 4)

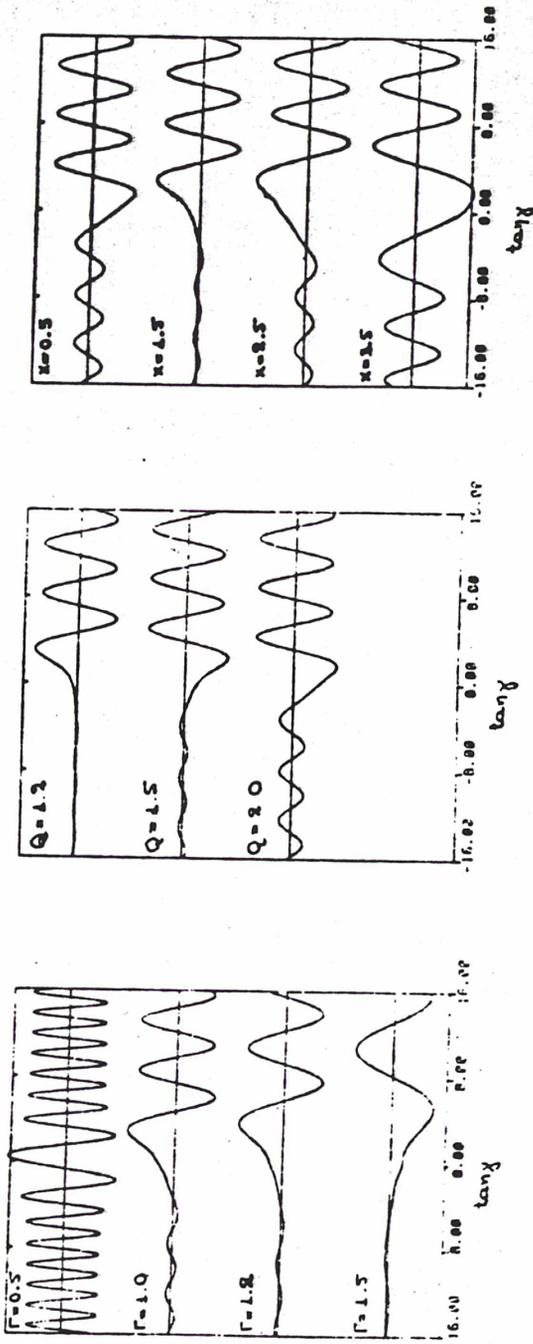


FIGURE (III, 5)

Le problème qui se pose maintenant est de calculer d'une façon précise cette amplification. E. Athanassoula l'a calculée numériquement, suivant une idée simple: En regardant la figure (III,4) nous constatons la tendance de la fonction $S(\chi)$ à rester constante, pour des valeurs de $\cos \chi$ assez éloignées du zéro. On peut donc admettre que l'équation (III,6), devient pour ces valeurs l'équation d'une oscillation harmonique. L'amplification que nous utiliserons à la suite de ce travail n'est que le rapport de l'amplitude de ces deux oscillations. Ce rapport dépend des conditions initiales. Les conditions choisies sont celles qui rendent l'amplification maximale.

La figure (V,4) (voir au chapitre V: Le programme) montre le module de l'amplification en fonction de X , pour 15 valeurs du paramètre Γ ($=0.1, 0.2, 0.3, \dots, 1.3, 1.4, 1.5$) et trois valeurs du paramètre Q ($=1.2, 1.5, 2$).

CHAPITRE IV : LES MODELES GALACTIQUES

Pour pouvoir tester le bon fonctionnement de notre programme nous avons construit une série de galaxies-tests en utilisant des modèles connus pour chaque composante galactique (bulbe, disque et halo). Le besoin de déterminer les paramètres du halo, que nous calculons à partir des données observées (paramètres permettant l'étude statistique), nous impose de chercher des modèles maniables mais assez réalistes à la fois et en accord avec nos suppositions de base concernant l'axisymétrie des galaxies, la sphéricité du bulbe et du disque, etc.

Ces modèles sont des modèles très connus dans la littérature; on admet qu'ils décrivent assez bien les composantes galactiques, comme le bulbe qui obéit à la loi de G. de Vaucouleurs, ou le disque exponentiel.

1) LES BULBES:

i) Le bulbe homogène:

C'est un modèle peu réaliste mais facile à appliquer, qui nous permet de tester le comportement de notre programme dans le cas où la densité du bulbe monte lentement au centre.

C'est une sphère homogène dont la densité est S_0 et le rayon maximum R . Sa densité projetée[‡], qui est la seule qu'on puisse observer, est donnée par la formule:

$$(R^2 - r^2)^{1/2}$$

$$S(r) = 2 \int_0^R S_0 dx = 2 S_0 (R^2 - r^2)^{1/2}$$

La masse du bulbe à l'intérieur d'un rayon r est:

$$M(r) = 4 \pi r^3 S_0 / 4$$

Et la vitesse de rotation circulaire est:

$$V^2(r) = 4 \pi G r^2 S_0 / 3$$

[‡] La densité projetée d'un objet tridimensionnel, est la densité surfacique qu'on obtient quand on ramène toute sa masse sur un plan. En général cette densité dépend de la position du plan, mais dans le cas où l'objet a une répartition de densité sphérique, ce qui est notre cas, elle devient indépendante de la position du plan de projection.

ii) Bulbe en $r^{1/4}$.

C'est un modèle qui représente assez bien la réalité. Il suppose que l'intensité de la lumière du bulbe décroît avec la distance au centre r suivant la formule:

$$I(r) = I_e 10^{-3.33((r/a)^{1/4}-1)} \quad (\text{IV.1})$$

où a est une échelle de longueur et I_e est égale à l'intensité de la luminosité du bulbe à une distance $r=a$ du centre.

Nous constatons tout de suite l'accroissement énorme de l'intensité de la luminosité que ce modèle présente très près du centre. On pense que ce modèle est assez proche de la réalité même s'il est très difficile de le prouver parce que la mesure de la luminosité centrale présente des problèmes importants surtout quand il s'agit des galaxies qui possèdent un grand bulbe.

L'intensité de la luminosité projetée du paragraphe précédent correspond à la densité volumique J de la lumière, suivant la formule:

$$J(r) = -\frac{1}{\pi} \int_0^{\infty} \frac{I'(x)}{(x^2 - r^2)^{1/2}} dx \quad (\text{IV.2})$$

où $I'(x)$ est la dérivée de l'intensité de la luminosité projetée. (Voir G. Monnet and F. Simien, 1977)

Les formules précédentes nous fournissent l'intensité de la lumière (projetée ou volumique) chose facilement traduisible en densité de matière à l'aide du rapport M/L (Masse sur Luminosité). Si on appelle $S(r)$ la densité projetée qui correspond à la luminosité $I(r)$ et C_0 la densité projetée au point $r=a$, nous avons à la place de la formule (IV.1):

$$S(r) = C_0 10^{-3.33((r/a)^{1/4}-1)}$$

Pour $M/L=1$, la masse totale M du bulbe peut être écrite:

$$\begin{aligned} M_{\text{tot}} &= \int_0^{\infty} 2\pi r S(r) dr = \\ &= \int_0^{\infty} 2\pi r C_0 10^{-3.33((r/a)^{1/4}-1)} dr \end{aligned}$$

En effectuant le changement de variable $x=(r/a)^{1/4}$ et en intégrant par parties nous obtenons:

$$M_{\text{tot}} = \frac{8}{d} \frac{C_0}{\ln d} \left(\frac{x^7}{\ln d} - \frac{7x^6}{\ln^2 d} + \frac{7*6x^5}{\ln^3 d} - \dots - \frac{7!}{\ln^8 d} \right) * d^x + \frac{7!}{\ln^8 d} \Big|_{r=0}^{\infty}$$

où $d = 10^{-3.33}$. Finalement on obtient le résultat suivant:

$$M_{\text{tot}} = C_0 \cdot 22.667 \quad (\text{IV.3})$$

La vitesse de rotation circulaire a été calculée à l'aide de l'intégrale de la densité volumique de la luminosité(IV.2). Cette intégrale a été calculé numériquement et elle nous a fourni la densité volumique, qui nous a permis de calculer la masse du bulbe contenue à l'intérieur d'un rayon r $M(r)$. La vitesse de rotation est maintenant calculée facilement par la formule:

$$V^2(r) = G M(r) / r$$

iii) Le bulbe de Plummer

Sa densité volumique est donnée par la formule:

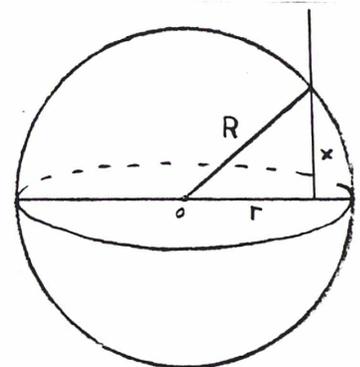
$$P(R) = \frac{3 C_0}{4 \pi a^3} (1 + (R/a)^2)^{-5/2} \quad (\text{IV.4})$$

où a est une échelle de longueur, C_0 un paramètre lié à la masse totale du bulbe et R la distance au centre. La densité projetée correspondante est calculée de la même manière que pour le bulbe homogène.

$$S(r) = 2 \int_0^{\infty} P(x) dx$$

où $x^2 = R^2 - r^2$ (figure(IV.1)). On trouve:

$$S(r) = \frac{C_0}{\pi a^2} (1 + (r/a)^2)^{-2}$$



Figure(IV.1)

Il faut peut-être signaler que contrairement au bulbe en $r^{1/4}$, les courbes représentant la densité projetée et la densité volumique en fonction de r , deviennent concaves quand elles s'approchent du centre. La masse du bulbe incluse à l'intérieur d'un rayon r est donnée par l'intégrale:

$$M(r) = \int_0^r 4 \pi x^2 P(x) dx = C_0 \frac{r^3}{(a^2 + r^2)^{3/2}} \quad (\text{IV.5})$$

Nous obtenons aussi la masse totale du bulbe en prenant la limite de $M(r)$, quand r tend vers l'infini. On trouve alors que:

$$M_{\text{tot}} = C_0 \quad (\text{IV.6})$$

La signification physique du paramètre a est donnée par la formule:

$$M(a) = M_{\text{tot}} / 2^{3/2}$$

Avant de terminer nous calculons la vitesse de rotation circulaire, qui est définie par la relation:

$$V(r) = (G C_0)^{1/2} \frac{r}{(a^2 + r^2)^{3/4}}$$

2) LES DISQUES:

i) Le disque de A. Toomre:

A. Toomre (1963) a proposé une famille de disques galactiques. De cette famille nous avons retenu le premier disque, dont la densité surfacique et la vitesse de rotation circulaire sont données par les relations:

$$S(r) = \frac{C_0^2}{2G} (a^2 + r^2)^{-3/2} \quad \text{pour la densité superficielle et}$$

$$V^2(r) = (C_0^2/a) r^2 (a^2 + r^2)^{-3/2} \quad \text{pour la vitesse de rotation}$$

où a et C_0 sont deux paramètres libres.

La masse du disque incluse dans le rayon r et la masse totale sont:

$$M(r) = \frac{C_0}{G a} - \left(\frac{C_0}{G} (a^2 + r^2)^{-1/2} \right)$$

$$M_{\text{tot}} = \frac{C_0}{G a}$$

Il est également intéressant de dire deux mots sur la signification physique des deux paramètres libres C_0 et a : a est une échelle de longueur. Cherchons la solution de l'équation: $dV/dr = 0$. Nous trouvons que la courbe de rotation présente son maximum au point $r = a^{1/2}$. Donc, une fois qu'on a déterminé a , la forme de la courbe est bien définie et il nous reste à choisir sa hauteur (ou la masse totale du disque) par le paramètre C_0 .

ii) Le disque exponentiel:

En voulant décrire de façon empirique la réalité galactique, G. de Vaucouleurs a partagé la luminosité observée des galaxies en deux composantes: Une composante ellipsoïdale dont la luminosité suit la loi en $r^{1/4}$ (voir au paragraphe précédent) et une composante exponentielle dont la distribution de luminosité est donnée par la formule: (de Vaucouleurs, 1959)

$$I(r) = I_0 e^{-ar}$$

où I_0 est la luminosité de cette composante au point $r=0$ et a l'échelle de longueur. Cette distribution de luminosité conduit à une distribution de densité, de la forme:

$$S(r) = S_0 e^{-ar} \quad (\text{IV.7})$$

Si on prend le logarithme des deux membres on trouve que:

$$\ln(S(r)) = \ln(S_0) - ar \quad (\text{IV.8})$$

Nous voyons que cette distribution de densité, dans une échelle logarithmique, se ramène à une ligne droite où a est la pente et $\ln(S_0)$ est le terme constant.

K. C. Freeman (1970) a pu donner l'expression de la vitesse de rotation de ce modèle:

$$V^2(r) = \pi G S_0 r^2 (I_0 K_0 - I_1 K_1) \quad (\text{IV.9})$$

où S_0 est la densité superficielle du disque au centre et I et K sont les fonctions modifiées de Bessel, d'ordre 0 et 1, calculées au point: $r/(2a)$.

La masse incluse dans un rayon r et la masse totale de ce disque sont:

$$\begin{aligned} M(r) &= \int_0^r 2 \pi x S(x) dx \\ &= 2 \pi C_0 (1 - e^{-ar} - e^{-ar} ar) / a^2 \quad \text{et} \end{aligned}$$

$$M_{\text{tot}} = 2 \pi C_0 / a^2$$

3) LES HALOS:

i) Le modèle $V = Cr^{1-\Delta}$.

La densité volumique et la vitesse de rotation de ce modèle sont données par les formules:

$$p(r) = k/r^d$$

$$V(r) = C r^{1-\Delta}$$

La relation de Poisson nous donne le potentiel créé par cette densité:

$$U(r) = \frac{4G}{(d-2)(d-3)} * \frac{k}{r^{d-2}}$$

La comparaison entre la vitesse de rotation obtenue par ce potentiel et la vitesse de la première formule nous montre que:

$$\Delta = d/2$$

La masse qui se trouve à l'intérieur du rayon R est égale à:

$$M(R) = \int_0^R 4 \pi r^2 p(r) dr = 4 \pi k R^{3-d}$$

D'habitude on utilise la forme $p(r) = k r^a$, où $a = -d$, pour la densité. Ainsi nous constatons que la représentation de la densité dans le plan $(\ln(r), \ln(p))$ est une droite. Ce modèle a deux inconvénients importants: i) sa densité centrale est infinie ii) sa masse totale est infinie. Pendant notre travail nous avons ajusté ce modèle aux résultats obtenus pour le halo et nous avons corrélié le paramètre a avec les autres paramètres galactiques.

Au chapitre consacré à la statistique nous pouvons voir, figure (IX,2), la forme de la courbe de rotation de ce modèle pour des différentes valeurs du paramètre a.

ii) La sphère isotherme:

C' est le modèle le plus complet. Il ressemble aux modèles dont la densité suit une loi en r^{-2} mais il a une densité finie au centre. C' est une sphère qui contient un gaz parfait, dont la température est uniforme.

Soit σ la dispersion de la vitesse du gaz sur la direction du rayon r . La pression $P(r)$ sera proportionnelle à la dispersion et à la densité volumique $p(r)$ du gaz. On a alors:

$$P(r) = \sigma^2 p(r)$$

L'équation hydrostatique nous donne:

$$dU = dP/p = \sigma^2 d(\log p) \quad \text{et en intégrant:}$$

$$p(r) = p_0 e^{U/\sigma^2}.$$

En choisissant $U(r=0)=0$, p_0 est la densité de la sphère isotherme au point $r=0$. Ainsi l'équation de Poisson devient:

$$\frac{d^2 U}{dr^2} + \frac{2}{r} \frac{dU}{dr} + 4 G p_0 e^{U/\sigma^2} = 0$$

En faisant le changement de variables :

$$u = U/\sigma^2 \quad \text{et}$$

$$z = \frac{r}{r_c} = r \left(\frac{9\sigma^2}{4 G p_0} \right)^{-1/2}$$

L'équation de Poisson devient:

$$\frac{d^2 u}{dz^2} + \frac{2}{z} \frac{du}{dz} + 9e^u = 0 \quad (\text{IV.10})$$

sa solution nous donne le potentiel u (ou la densité de la sphère isotherme $p(r) = p_0 e^u$) en fonction de la distance $z=r/r_c$.

Comme nous ne pouvons pas résoudre analytiquement l'équation (IV.10), nous calculons sa solution numériquement (voir le chapitre suivant : le programme). Les résultats sont montrés à la figure (IV.4). Pour $\sigma=1$ et $r_c=1$. Nous trouvons que le maximum de la vitesse se manifeste à la distance $z=3$ environ et il est égal à 1.591σ . Quand le rayon z tend à l'infini la vitesse de rotation tend vers la valeur $V(r) = \sigma (2)^{1/2}$. La deuxième courbe montre la masse accumulée de la sphère isotherme en fonction du rayon z .

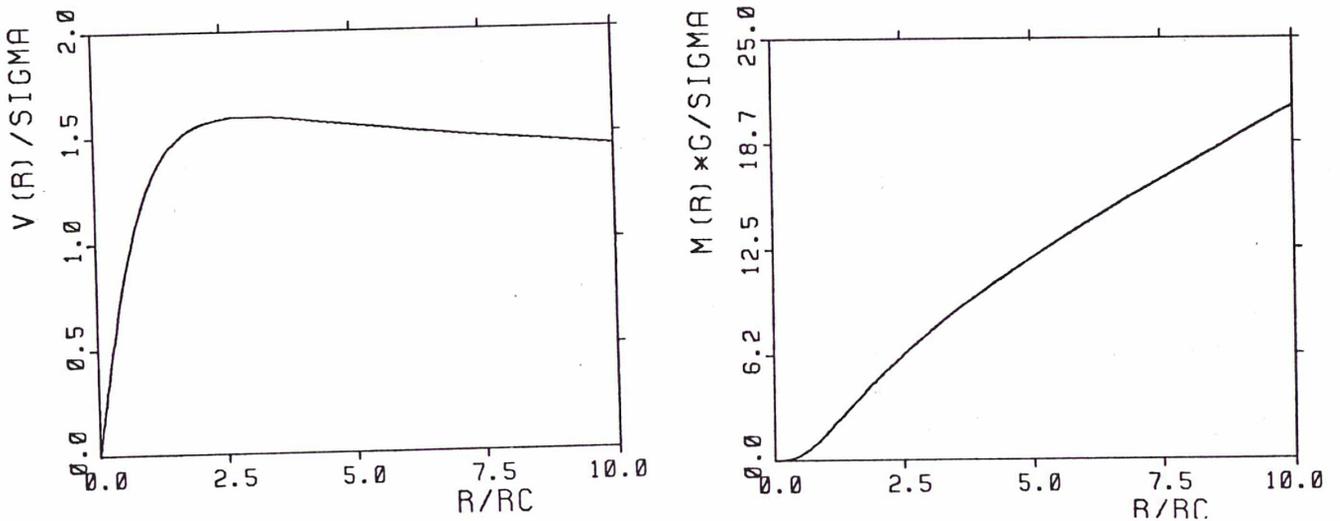


Figure (IV.4)

iii) Le halo suivant une loi r^{-2} .

C'est le halo que nous avons choisi pour tester notre programme. C'est une sphère dont la densité volumique est donnée par la formule (Bergeron et Gunn 1977):

$$P(r) = \frac{C_0 a^2}{r^2 + a^2}$$

où C_0 est la densité de la sphère au centre ($r=0$) et a l'échelle de longueur.

C'est un modèle très simple. Il est difficile de dire s'il est réaliste ou pas, parce que nos connaissances sur ce point sont assez limitées. Le défaut le plus important de ce modèle est sa masse totale qui devient infinie quand r tend vers l'infini. En effet la masse de la sphère qui est incluse à l'intérieur d'un rayon r est égale à:

$$M(r) = \int_0^r 4 \pi x^2 P(x) dx \quad \implies$$

$$M(r) = 4 \pi C_0 a^2 (r - \text{Arctan}(r/a))$$

et la vitesse de rotation circulaire:

$$V^2(r) = 4 \pi G C_0 a^2 (1 - (a/r)\text{Arctan}(r/a))$$

si r n'est pas égal à zéro et $V(r)=0$ si $r=0$.

iv) Notation:

Par la suite, surtout sur les figures mais aussi dans le texte qui les accompagne, nous utiliserons pour les galaxies tests les notations suivantes:

B(K) pour un bulbe homogène.

B(S) pour un bulbe $r^{1/4}$.

B(P) pour un bulbe de Plummer.

D(T) pour un disque de Toomre.

D(E) pour un disque exponentiel.

B(P)D(E) pour une galaxie test si elle est constituée d' un bulbe de Plummer d' un disque exponentiel et eventuellement d' un halo.
(Il n'y en a qu' un.)

Etc....

La notation des valeurs qui figurent dans les tableaux de résultats est la suivante:

Notation concernant les tableaux:

V.DIS.CAL. : vitesse calculée du disque.

VIT(D) : vitesse théorique du disque.

V.BUL.CAL : vitesse calculée du bulbe.

VIT(B) : vitesse théorique du bulbe.

V.HAL.CAL : vitesse calculée du halo.

VIT(H) : vitesse théorique du halo.

% : erreur relative.

%-M : erreur relative par rapport au maximum de la vitesse du halo.

CHAPITRE V : LE PROGRAMME

La programmation a occupé une partie importante de ce travail. Nous avons écrit un programme interactif qui aide son utilisateur à arriver à la solution qu' il souhaite. Souvent au cours du calcul il lui donne la possibilité de revenir sur des décisions prises auparavant et de les modifier suivant ses nouvelles volontés. Pour l' execution du programme il faut necessairement (à part la console alphanumerique) une console graphique, afin de visualiser les differentes etapes du calcul.

Nous allons décrire les sous-programmes dans l'ordre où ils sont appelés par le programme principal, afin de suivre le déroulement de notre méthode de calcul sans problème.

Nous pouvons distinguer deux groupes de sous-programmes, constituant chacun une "unité logique". Dans la première partie nous essayons de donner une estimation de la masse du halo de chaque galaxie. En meme temps on calcule la courbe de rotation des autres composantes de la galaxie, c'est-à-dire du bulbe et du disque. Dans la deuxième partie, qui utilise les résultats de la première, on calcule l'amplification de la structure spirale correspondant à ces résultats.

PREMIERE PARTIE : Courbe de rotation et estimation du halo

i) Le bulbe et le disque.

Nous avons déjà parlé à l' introduction du rapport M/L du disque (masse/Luminosité) qui nous permet d'associer à la luminosité observée une densité superficielle. La deuxième composante lumineuse de la galaxie, le bulbe aura aussi un autre rapport M/L qui peut être tout à fait différent à celui du disque. Au début de notre calcul nous avons adopté la valeur:

$$M/L(d) = M/L(b) = 1$$

Ainsi la relation suivante nous fournit la luminosité projetée $J(r)$ (en L_{\odot}/pc^2) à partir de la magnitude observée m , à une distance r du centre:

$$J(r) = 10^{-0.4(m-27.01)}$$

Maintenant, à l' aide du rapport M/L unique, nous pouvons écrire la relation numérique qui nous donne la densité projetée $S(r)$ correspondant à la luminosité précédente:

$$S(r) = J(r) * M/L$$

Notre premier problème est de partager cette densité qui résulte de la luminosité observée, entre un disque et un bulbe sphérique. Le programme nous donne la possibilité de choisir un rayon pour le bulbe. A l'extérieur de ce rayon on considère que la densité du bulbe est négligeable et on interprète toute la densité observée comme appartenant au disque. A l'intérieur de ce rayon on extrapole le disque exponentiellement par la méthode suivante: On choisit les n points observés qui se trouvent juste après le rayon du bulbe -le nombre n étant défini par l'utilisateur-, et on leur ajuste un disque exponentiel.

Dans notre programme avec le changement des paramètres

$$(r, S(r)) \Rightarrow (r, \ln(S(r)))$$

le problème de l'ajustement d' un disque exponentiel se réduit au problème de la détermination d' une droite par moindre carré. Une fois que le disque est défini, la densité restante est considérée comme la densité projetée du bulbe.

‡ On appelle disque exponentiel, un disque dont la luminosité surfacique est donnée par la loi: $I(r) = I_0 e^{-ar}$ (voir au chapitre IV: Les modèles).

L'utilisateur peut utiliser une deuxième méthode de manière optionnelle. Cette méthode itérative consiste à séparer la densité totale entre bulbe et disque. Le programme ajuste un disque exponentiel à une partie extérieure des données, choisie par l'utilisateur. Ensuite il retranche la densité de ce disque à la densité totale et ajuste à ce résidu de densité un bulbe dont la densité projetée obéit à la loi de de Vaucouleurs[‡] en $r^{1/4}$. On réitère ce travail afin d'atteindre la précision demandée. Une remarque: Cette option est adaptée au cas où le disque de la galaxie ressemble à un disque exponentiel.

A la suite nous devons calculer la transformée de Fourier de la densité du disque. Ce calcul se fait par le sousprogramme FFT qui demande la valeur de la densité à des points précisément définis par ce s.p. et qui ne coïncident pas obligatoirement avec les points observés. À l'intérieur du bulbe le problème est déjà résolu puisque nous possédons la formule du disque exponentiel qui extrapole le disque galactique jusqu'au centre. Mais pour le reste (c'est à dire entre les points observés du disque et après le dernier point) nous devons calculer la densité du disque en interpolant ou en extrapolant les données observées. L'extrapolation au-delà des points observés se fait de la même manière qu'au paragraphe précédent: on ajuste sur les n derniers points observés (le n étant toujours choisi par l'utilisateur), un disque exponentiel. L'interpolation entre deux points du disque est linéaire, toujours dans le plan $(r, \ln(S))$.

ii) La densité radiale du bulbe.

Après avoir estimé la densité projetée du bulbe il nous faut la traduire en densité radiale. Avant de commencer nous rappelons que nous avons supposé (voir au chapitre III: La méthode choisie) que la distribution de masse du bulbe est sphérique. Admettons qu'à l'intérieur du bulbe existent n points observés. Nous admettons que le bulbe est constitué par $n-1$ couches homogènes (voir fig.:(V,2)). Chaque couche va d'un point de données au point suivant (les points P_i aux rayons r_i). Quand on observe un point qui se trouve à une distance r du centre, on a comme densité projetée en ce point, la projection de la densité de la couche qui se trouve à cette distance, mais aussi celle de toutes les couches supérieures. Si nous connaissions déjà la densité volumique des couches supérieures nous pourrions assez facilement en déduire celle de la couche en question.

[‡] La luminosité surfacique de ce bulbe suit la loi:

$$I(r) = I_0 10^{-3.33((r/a)^{1/4} - 1)} \quad (\text{Voir au chapitre IV: Les modèles.})$$

On commence donc par la couche extérieure et on avance vers le centre. Pour cette dernière couche nous avons deux valeurs de la densité projetée; (il s'agit des valeurs observées aux limites de cette couche). Il nous faut tout d'abord calculer une densité moyenne correspondant à l'intervalle entre les deux points. Sur la figure (V,1) nous voyons ces deux points P_1 et P_2 aux rayons r_1 et r_2 . Les deux valeurs $S(r_1)$ et $S(r_2)$ nous donnent la densité totale des deux composantes (bulbe+disque) et la courbe $y=e^{ar+b}$ celle du disque (voir le paragraphe précédent). Alors la densité projetée moyenne du bulbe est donnée par l'intégrale:

$$DM = \frac{1}{P_1 - P_2} \int_{P_1}^{P_2} (e^{f(r)} - e^{ar+b}) dr$$

L'utilisateur a à sa disposition deux fonctions:

a) $f(r) = c*r + d$ donc une droite dans le plan $(r, \ln(S))$ et le s.p. qui l'utilise s'appelle BULBE1 et

b) $f(r) = 1 / (c*r + d)$ c'est à dire un cas particulier de la fonction homographique, toujours dans le même plan et qui est utilisée par le s.p. BULBE2.

Cette densité que nous venons de calculer est la projection de la densité volumique de la dernière couche du bulbe, qui est incluse à l'intérieur du segment circulaire $E(1,1)$ que nous voyons sur la figure (VI,2). Maintenant nous obtenons la densité volumique de cette couche, en divisant la densité DM par l'aire du segment $E(1,1)$.

Pour faciliter la présentation du cas général, nous traçons les droites parallèles à la ligne d'observation, qui passent par les n points observés. Sur la figure (VI,2) nous avons tracé aussi les cercles qui séparent les couches du bulbe et nous avons numérotés les cercles et les couches en

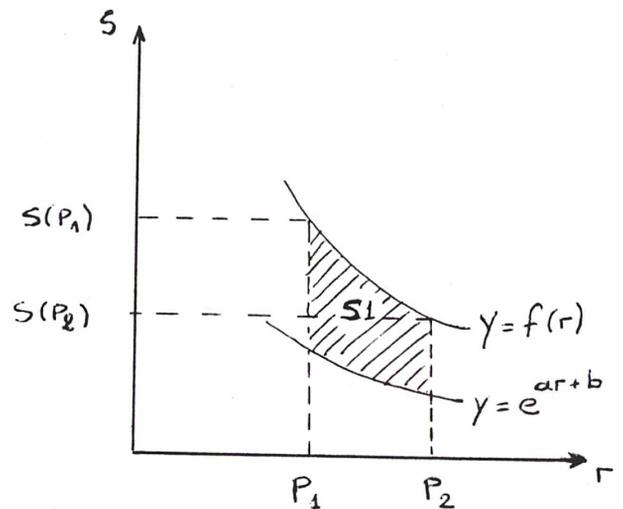


Figure (V,1)

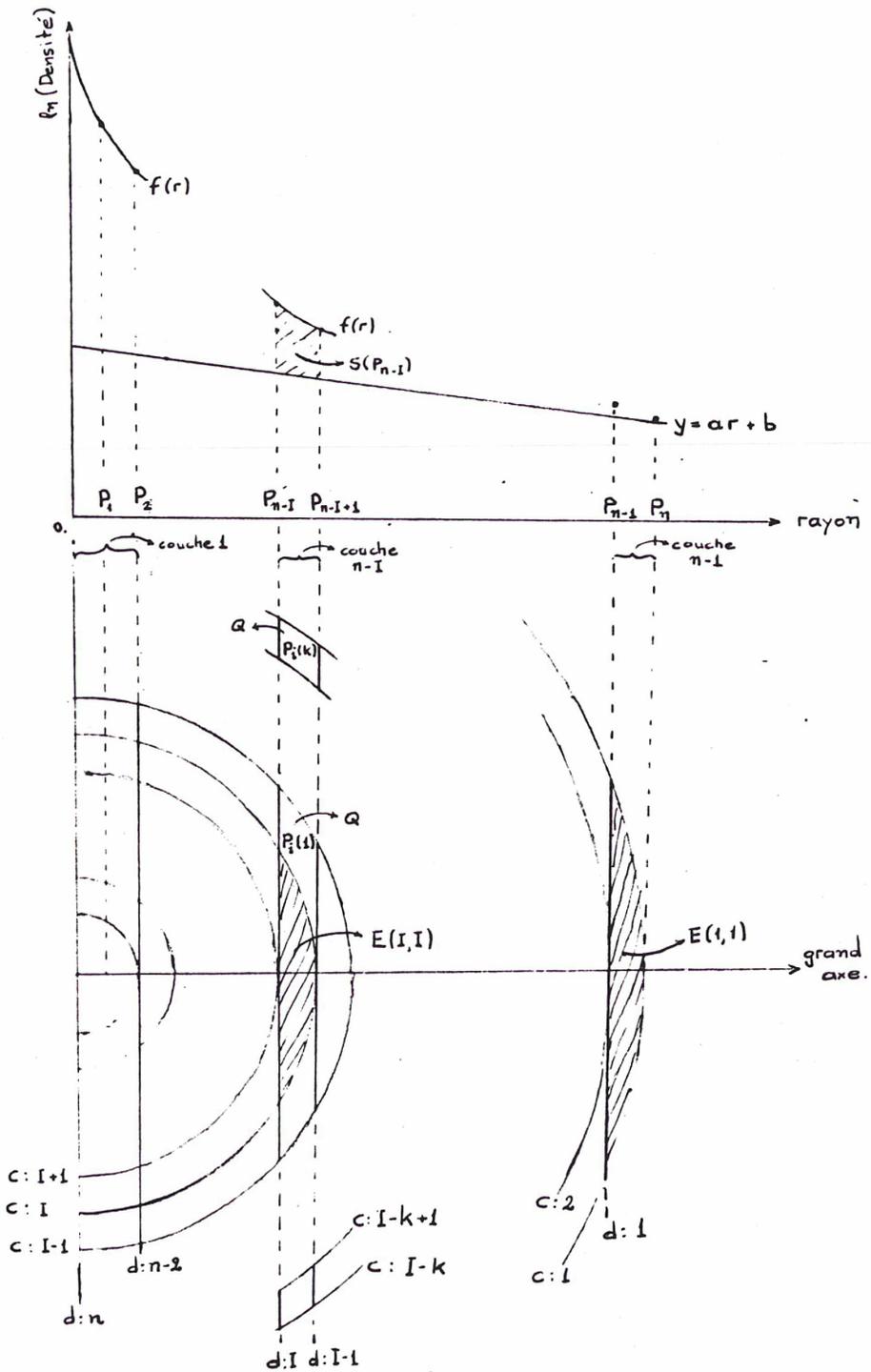


Figure (V,2) Cette figure nous montre une coupe des couches du bulbe par le plan qui est défini par le grand axe et la ligne de visée. Notation: c: No du cercle, d: No de la droite.

commençant par les plus éloignés. Par conséquent leur numérotation est l'inverse de la numérotation des points observés. Exemple: la ligne i passe par le point $n-i$ et elle est tangente au cercle $i+1$. Nous avons appelé $E(i,j)$ l'aire du segment circulaire qui est défini par la ligne j et le cercle i (si $i < j$), qui est donné par la formule:

$$E(i,j) = r(i)^2 * \text{Arcos}(r(j+1)/r(i)) - r(j+1)*(r(i)^2 - r(j+1)^2)^{1/2}$$

Prenons maintenant la couche i située entre les cercles i et $i+1$ ou entre les points observés $P(n-i)$ et $P(n-i+1)$. La seule partie de la couche i qui contribue à la densité totale observée, est le segment circulaire $E(i,i)$. Le reste correspond aux couches supérieures. Soit par exemple la couche $i+k$ (k couches après la i). Sa contribution dépend de l'aire de la petite surface $Q_i(k)$, découpée par les deux droites i et $i-1$. Nous avons calculé l'aire des ces petites surfaces en utilisant une formule de récurrence:

$$\begin{aligned} Q_i(0) &= E(i,i) \\ 2 Q_i(1) &= E(i-1,i) - E(i-1,i-1) - Q_i(0) \\ 2 Q_i(2) &= E(i-2,i) - E(i-2,i-1) - Q_i(0) - 2 Q_i(1) \\ &\dots\dots\dots \\ 2 Q_i(k) &= E(i-k,i) - E(i-k,i-1) - Q_i(0) - 2 \sum_{l=1}^{k-1} Q_i(l) \end{aligned}$$

Maintenant nous n'avons qu'à enlever de la masse (densité) totale les masses (densités) correspondant aux couches supérieures et on arrive à la même configuration qu'auparavant, quand nous avons examiné le cas de la couche 1.

Les tests nous ont montré que la fonction $f(r)=1/(cr+d)$ donne des résultats meilleurs dans le cas des bulbes dont la densité monte très rapidement au centre en suivant la loi de de Vaucouleurs en $r^{1/4}$, chose attendue d'ailleurs. Par contre la fonction $f(r)=cr+d$ fonctionne plus correctement dans le cas des bulbes qui montent lentement au centre.

Une fois que la densité volumique du bulbe est calculée, il est très facile de la traduire en vitesse de rotation. Il nous suffit de calculer pour chaque distance r au centre la masse du bulbe $M(r)$ qui se trouve à l'intérieur. La vitesse de rotation est :

$$V(r)^2 = G M(r) / r$$

iii) La vitesse de rotation du disque

Nous avons déjà vu la méthode que nous avons choisi afin de calculer la vitesse de rotation due à un disque d' épaisseur nulle, dont la densité surfacique est une fonction du rayon r : $S=S(r)$. Nous rappelons que si $A(a)$ est la transformée de Fourier de la fonction $r*S(r)$ et $B(a)$ est la transformée de la fonction $V^2(r)$, les deux fonctions $A(a)$ et $B(a)$ sont liées par la relation:

$$2\pi G A(a) = K(a) B(a)$$

où
$$K(a) = \frac{\Gamma(1/2 + i/2) \Gamma(1 - i/2)}{\Gamma(1/2 - i/2) \Gamma(1 + i/2)}$$
 et $\Gamma(z)$ est la fonction Gamma. (V,1)

Le calcul de la transformée de Fourier a été faite par un sous-programme écrit par Ian MacLeod en 1972, qui s'appelle FFT (Fast Fourier Transform). L' utilisateur définit le nombre de points utilisés par ce programme à l'aide d' un paramètre appelé NFFT. Le nombre de points est égal à:

$$NP = 2^{NFFT}$$

Les NP points sont équidistants et symétriques par rapport à zéro. Ainsi nous sommes obligés de travailler dans le plan $(r, \ln(S))$. En conséquence on a un nombre de points très important près du centre $r=0$ (déjà nous avons que la moitié des points se trouve entre $r=0$ et $r=1$). Pour des renseignements supplémentaires, voir Considère 1980.

Après avoir essayé pour le paramètre NFFT les valeurs 8, 9 et 10, nous avons décidé que la valeur optimale était NFFT=9 qui correspond à 513 points utilisés.

Avant de décrire la façon dont nous calculons la valeur de la fonction $K(a)$, nous rappelons une propriété de la fonction Gamma (Toutes les formules et les propriétés concernant la fonction Gamma et ses expressions proviennent de Abramovitz et Stegun (1964), paragraphe 6.1):

$$\Gamma(\bar{z}) = \overline{\Gamma(z)}$$

où la barre représente le complexe conjugué.

Posons maintenant:

$$\begin{aligned} \Gamma(1/2 \pm ia/2) &= A e^{\pm i \vartheta_1} \\ \Gamma(1 \pm ia/2) &= B e^{\pm i \vartheta_2} \end{aligned} \quad (V,2)$$

où A et B sont les modules de deux nombres complexes et ϑ_1 et ϑ_2 leurs arguments. Introduisons les expressions (V,2) dans la relation (V,1). On a:

$$K(a) = e^{2(\vartheta_1 - \vartheta_2)i}$$

et la relation qui nous donne l'argument de la fonction Gamma à un point $x+yi$ est:

$$\arg(x+yi) = y\psi(x) + \sum_{n=0}^{\infty} (y/(x+n) - \arctan(y/(x+n))) \quad (V,3)$$

qui est défini pour $x+yi = 0, -1, -2, \dots$ et où la fonction $\psi(z)$ est définie par la relation:

$$\psi(z) = \Gamma'(z)/\Gamma(z)$$

Pour notre calcul nous avons besoin de la valeur de la fonction $\psi(z)$ aux points $z=1$ et $z=0.5$. La première est donnée directement par le tableau 6.1 (Abramovitz et Stegun):

$$\psi(1) = -0.5772156649$$

Pour calculer la deuxième on utilise la formule de récurrence:

$$\psi(z) = \psi(z+1) - 1/z$$

qui nous donne:

$$\psi(0.5) = -1.9635100260$$

Notre programme calcule l'argument de la fonction Gamma par la formule (V,3). Le nombre maximum de termes utilisés pour le calcul de la somme est 500, mais on arrête le calcul dès qu'on a atteint une précision de quatre chiffres significatifs.

iv) La densité volumique du Halo.

Nous avons déjà estimé la vitesse de rotation circulaire qui est due aux deux composantes lumineuses de la galaxie, le disque et le bulbe. La courbe de rotation qu'on calcule suivant la méthode décrite aux paragraphes précédents est basée sur un choix arbitraire du rapport M/L des ces deux composantes:

$$M/L(\text{bul.}) = M/L(\text{dis.}) = 1$$

Ensuite en comparant cette courbe de rotation, qu'on appellera calculée, avec la courbe de rotation observée nous estimerons:

- a) le rapport M/L de chaque composante,
- b) la vitesse de rotation qui est due à la présence d'un halo,
- c) d' autres paramètres de ce halo, comme sa densité volumique et sa masse totale. (Nous rappelons que nous considérons le halo comme une sphère dont la densité est fonction du rayon).

Pendant l'exécution du programme, c'est l'utilisateur qui choisit les valeurs des deux M/L. Pour chaque couple choisi, le programme calcule les deux courbes de rotation correspondantes. Ensuite il retranche le total, de la courbe observée et il obtient la vitesse de rotation due au halo.

La vitesse de rotation circulaire due à une composante sphérique peut être directement traduite en masse. En effet c'est la relation :

$$V(r)^2 = G * M(r) / r$$

ou $V(r)$ est la vitesse de rotation à une distance r au centre et $M(r)$ est la masse totale de la composante sphérique qui se trouve à l'intérieur de la distance r , qui relie ces deux quantités. La différence de masse :

$$DM = M(r_2) - M(r_1)$$

nous permet de calculer la densité moyenne de la couche qui se situe entre ces deux rayons.

Le programme à ce stade offre à l'utilisateur la possibilité de procéder à des modifications de la courbe de rotation. Il peut supprimer quelques points, en ajouter d'autres ou modifier la vitesse observée. C'est une option qu'on doit utiliser prudemment, mais qui peut se révéler parfois utile, par exemple dans le cas où la précision des données est contestable et où nous voulons essayer d' autres solutions.

v) Paramétrisation du halo.

La vitesse de rotation et la densité du halo qu'on vient de calculer, sont des quantités qui ne sont pas directement utilisables dans une étude statistique. Nous avons ainsi décrit le halo par quelques paramètres que nous avons obtenu en ajustant sur le halo calculé deux modèles. Quand nous avons présenté nos modèles pour chaque composante galactique nous avons exposé ces deux modèles pour le halo. Ici on n'exposera que les méthodes de calcul associées à chacun.

La densité volumique obtenue dans le cadre du premier modèle peut être écrite sous la forme:

$$P(r) = k * r^{-a} \quad ==> \quad \ln(P(r)) = \ln(k) - a * \ln(r)$$

où a et k sont les deux paramètres libres de ce modèle. Il suffit donc d'ajuster la droite des moindres carrés à la densité du halo calculée, dans le plan : $(\ln(r), \ln(P(r)))$. Le programme calcule aussi le coefficient de corrélation de cette droite pour tester la compatibilité du modèle avec les valeurs calculées. Les résultats sont très favorables parce que pour la grande majorité des galaxies étudiées dans ce travail, ce coefficient est supérieur à 0.8.

Le deuxième modèle -sphère isotherme-, étant plus compliqué que le premier, nous a obligé à procéder d'une manière différente. Nous avons essayé d'ajuster sur la courbe de rotation du halo, la courbe de rotation de la sphère isotherme, en utilisant comme paramètres libres le σ et le r_c .

Comme nous l'avons dit plus haut:

$$V_{\max} = 1.58 * \sigma \quad \text{et}$$

r_c est une échelle de longueur. (Le V_{\max} se situe à $r=3*r_c$ environ)

L'ajustement s'effectue par la minimisation de l'écart existant entre les deux courbes, en essayant différents couples de paramètres. Cette minimisation est faite à l'aide d'un sous-programme de la bibliothèque du CERN qui s'appelle MINSQ. Celui-ci calcule le meilleur couple et l'utilisateur n'a qu'à lui proposer le couple initial.

La pratique nous a montré qu'une version permettant un ajustement par essais (trial and error) est indispensable. En effet les irrégularités de la courbe calculée -surtout au centre, conduisent parfois à une mauvaise solution. Alors, c'est au tour de l'utilisateur d'essayer plusieurs couples, afin de choisir celui qui est le meilleur à son avis.

On définit également d'autres paramètres du halo, comme:

La masse "totale". Il s'agit de la masse du halo qui se trouve à l'intérieur du rayon r_{25} , qui est le rayon de l'isophote de 25 mag/sec^2 . Nous avons choisi ce rayon parce qu'il nous fallait une limite qui posséderait une signification physique. Une telle limite pourrait également être l'infini mais une extrapolation de la vitesse du halo serait très imprécise. Par contre nous ne pouvions pas adopter comme limite, la distance au centre du dernier point observé, comme on le constate en regardant le tableau (II,1) où on lit (en Kpc) le r_{25} et le dernier point des observations de chaque galaxie de notre échantillon.

La concentration. On la définit comme le rapport de la masse du halo qui se trouve à l'intérieur du rayon $r = r_{25} / 2$ à la masse "totale". On obtient deux autres concentrations en utilisant les rayons $r = r_{25} / 3$ et $r = r_{25} / 4$.

De la même façon on définit la masse "totale" du bulbe et du disque et on calcule le rapport de masses des trois composantes galactiques.

DEUXIEME PARTIE : La structure spirale

Dans cette deuxième partie nous exposerons la façon dont nous calculons l'amplification de l'onde spirale de chaque galaxie qui correspond aux résultats déjà obtenus dans la première partie. Cette amplification dépend de trois paramètres qu'on appellera : Γ , X et Q (voir le chapitre III).

i) Le paramètre Q .

Dans le cas général -axisymétrique- ce paramètre est une fonction de la distance au centre : $Q = Q(r)$ et représente le rapport de la dispersion $\langle \Delta \rangle$, de la vitesse de rotation à cette distance, à la dispersion minimale, demandée par la stabilité du disque (Critère de Toomre):

$$\langle \Delta \rangle_{\min} = 3.36 * G * S(r) / Kapa(r)$$

où $S(r)$ est la densité superficielle du disque et $Kapa(r)$ la fréquence épicyclique. Mais il y a très peu de galaxies pour lesquelles cette dispersion $\langle \Delta \rangle$ est donnée.

Deux cas à distinguer: a) On a les valeurs de la dispersion et on calcule l'amplification de l'onde en les utilisant directement. b) On n'a pas les valeurs de la dispersion. Alors on considère que la dispersion de la vitesse de rotation du disque reste constante pour tout r ce qui revient à dire $Q(r)=c$. Après on calcule l'amplification pour trois Q différents: $Q=1.2, 1.5$ et 2 .

ii) Les paramètres Γ et X .

Ils sont des fonctions de la distance au centre galactique, r . Leur définition:

$$\Gamma(r) = \frac{-r}{\Omega} * \frac{d\Omega}{dr} \quad \text{et}$$

$$X(r) = \frac{r * Kapa^2}{2 * \pi * G * m * S(r)}$$

où $\Omega(r)$ est la vitesse angulaire de rotation du disque galactique à la distance r , m est le nombre de bras de la structure spirale de la galaxie examinée, $S(r)$ la densité superficielle du disque et $Kapa(r)$ la fréquence épicyclique au point r , donnée par la formule:

$$\text{Kapa}(r)^2 = 4 * \text{Omega}(r)^2 + r * \frac{d(\text{Omega}^2)}{dr}$$

Nous voyons que tous les paramètres qu'on vient de définir dépendent de la courbe de rotation et sa première dérivée. On peut tout de suite faire deux constatations: a) Les données cinématiques comportent en général peu de points; b) elles présentent dans la plupart des cas de légères oscillations qui peuvent nous provoquer des problèmes importants pendant la dérivation. La solution utilisée par le programme est le lissage de la courbe de rotation, obtenue à l'aide de splines.

Le principe de cette méthode de lissage est le suivant. On choisit quelques points entre le premier et le dernier point de la courbe à lisser (sur l'axe des X), ces deux points étant obligatoirement inclus, qu'on appelle les noeuds (knots). Entre ces noeuds on ajuste à notre courbe un polynôme de troisième degré. Une seule condition à remplir: Les deux polynômes qui aboutissent aux noeuds doivent avoir leurs dérivées premières et secondes égales et leurs troisièmes dérivées assez proches.

Pour ce lissage nous avons utilisé les sous-programmes de la bibliothèque de Harwell: a) Le VCO3A qui calcule tout seul la position des noeuds et b) le VB06A qui demande les positions des noeuds à l'utilisateur. La pratique a montré que tous les deux étaient indispensables.

Une fois que le lissage de la courbe observée est fait, on peut facilement calculer les deux paramètres Gamma et X.

iii) Calcul de l'amplification

Après avoir calculé les paramètres Gamma et X nous allons calculer l'amplification correspondante. Une solution qui nous est proposée c'est d'utiliser directement le programme qui résout l'équation de l'amplification.

Il s'agit d'un sous-programme fait par E. Athanassoula, qui s'appelle SWING et qui calcule l'amplification de l'onde pour des Gamma, X et Q données. Ce programme existe en trois versions, selon la précision qu'on lui demande (trois, cinq ou sept chiffres significatifs).

L'utilisation directe du sous-programme SWING entraîne de grandes difficultés en demandant un temps de calcul insupportable pour un programme interactif. Nous avons trouvé que la méthode qui présente le meilleur rapport précision-temps de calcul est de construire une grille de résultats, assez précis (cinq chiffres significatifs) et de calculer l'amplification qui correspond à un triplet de nos paramètres en interpolant à l'intérieur de cette grille.

iv) L'amplification obtenue par la courbe calculée.

Après avoir appliqué notre programme à toutes les galaxies de l'échantillon, nous avons constaté qu'il y en a quelques-unes dont les données cinématiques sont en désaccord avec la courbe de rotation qu'on vient de calculer. C'est un désaccord sur la forme de la partie centrale de la courbe, où par exemple le gradient de la pente centrale de la courbe observée est moins grand que celui de la courbe calculée (Exemple: NGC 300).

Nous avons décidé de calculer aussi l'amplification de la structure spirale qui correspond à la courbe de rotation calculée. Une comparaison entre les amplifications dues aux deux courbes, peut être une indication utile au problème qui se pose tout de suite: laquelle des deux pentes est plus proche de la réalité.

Ce deuxième calcul est similaire au précédent sauf en un point: Nous n'avons pas jugé indispensable de lisser la courbe calculée parcequ'elle comporte un grand nombre de points. (Un nombre qui dépend du paramètre NFFT du sous-programme FFT. 513 points si NFFT=9.)

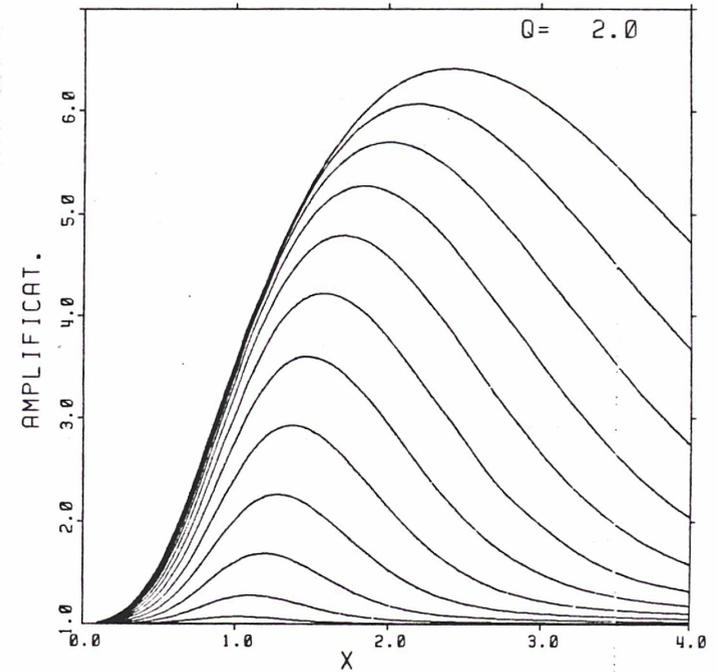
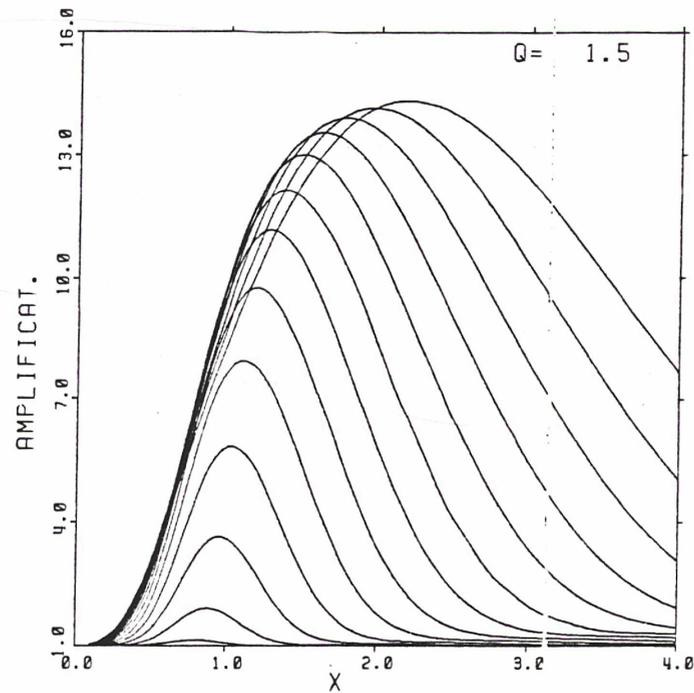
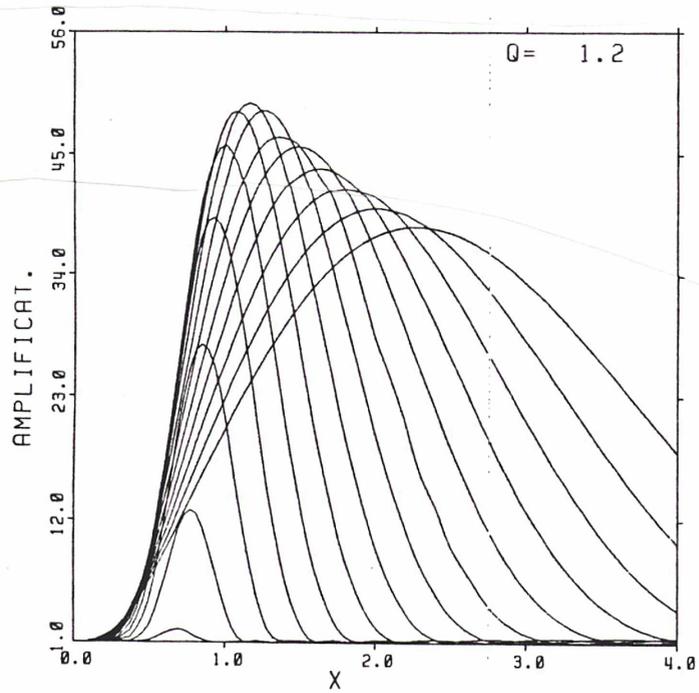


Figure (V,4): La grille des valeurs de l'amplification pour les trois valeurs de Q , 1.2 (a), 1.5 (b), 2 (c). Les 15 courbes de chaque figure correspondent aux valeurs de : 0.1, 0.2, 0.3, , 1.3, 1.4, 1.5.

CHAPITRE VI : LES TESTS

Dans ce chapitre nous présentons les résultats que nous avons obtenus en appliquant notre programme sur des galaxies-tests que nous avons construit en utilisant les modèles que nous venons de décrire au chapitre consacré aux modèles. Ces tests nous ont finalement donné les limites de la précision obtenue par le programme.

RESULTATS DES TESTS.

Tout d'abord nous avons testé le programme qui traduit la densité projetée du bulbe en densité volumique. Les galaxies tests que nous avons utilisées, ne comportaient qu'une composante sphérique dont la densité était choisie parmi les trois types de bulbe que nous venons de décrire. Nous avons testé les résultats à deux reprises: Tout d'abord nous avons comparé la masse totale du bulbe qui correspondait à la densité volumique calculée, avec la masse totale du modèle que nous avons choisi et ensuite nous avons comparé la vitesse de rotation circulaire calculée avec la vitesse de rotation théorique. Comme valeur de la masse totale du bulbe nous avons choisi les $100 \cdot 10^8$ masses solaires, que nous utiliserons à la suite comme 100 unités. Ainsi l'écart du résultat final à cette valeur sera égal au pourcentage de l'erreur.

Deux autres paramètres importants concernant les tests sont le nombre de points observés de chaque galaxie-test et le rayon maximum jusqu' auquel arrivent ces données. Comme on peut le prévoir, pour le même rayon maximum, plus ce nombre est grand, plus les résultats sont précis. Nous avons joué avec ces deux paramètres en choisissant un nombre de points entre 50 et 150 et un rayon maximum entre 15 et 30. Pour obtenir les résultats qui figurent aux paragraphes suivants, nous avons utilisé 149 points observés et un rayon maximum 22.

A) Galaxies-tests à une composante.

i) Le bulbe homogène.

Nous avons choisi une sphère homogène dont le rayon est égal à 2. En conséquence, sa densité volumique est égale à $P(r)=2.984$ pour tout r et le nombre de points observés qui se trouvent à l' intérieur du rayon du bulbe est égale à 13. Pour des raisons techniques nous ne pouvons pas utiliser le sous-programme (s.p.) BULBE1, qui interpole par la fonction $\exp(ax+b)$ (La densité projetée du bulbe homogène tombe à zéro très brusquement). L' utilisation du s.p. BULBE2 (qui interpole par la fonction $\exp(1/(ax+b))$) nous a permis d' obtenir les résultats suivants:

Tableau contenant les resultats du bulbe homogène.

Tableau (VI, 1)

I	RAYON	IV.BUL.CAL. I	VIT(B)	I	%	I
I. 5556E-01	I. 4080E+01	I. 4073E+01	I	0.2	I	
I. 6300E-01	I. 4627E+01	I. 4618E+01	I	0.2	I	
I. 7144E-01	I. 5246E+01	I. 5236E+01	I	0.2	I	
I. 8100E-01	I. 5949E+01	I. 5937E+01	I	0.2	I	
I. 9185E-01	I. 6745E+01	I. 6732E+01	I	0.2	I	
I. 1041E+00	I. 7648E+01	I. 7634E+01	I	0.2	I	
I. 1181E+00	I. 8672E+01	I. 8656E+01	I	0.2	I	
I. 1339E+00	I. 9834E+01	I. 9815E+01	I	0.2	I	
I. 1518E+00	I. 1115E+02	I. 1113E+02	I	0.2	I	
I. 1722E+00	I. 1264E+02	I. 1262E+02	I	0.2	I	
I. 1952E+00	I. 1434E+02	I. 1431E+02	I	0.2	I	
I. 2214E+00	I. 1625E+02	I. 1623E+02	I	0.2	I	
I. 2510E+00	I. 1843E+02	I. 1840E+02	I	0.2	I	
I. 2846E+00	I. 2090E+02	I. 2086E+02	I	0.2	I	
I. 3227E+00	I. 2369E+02	I. 2365E+02	I	0.2	I	
I. 3659E+00	I. 2686E+02	I. 2682E+02	I	0.2	I	
I. 4149E+00	I. 3046E+02	I. 3041E+02	I	0.2	I	
I. 4705E+00	I. 3454E+02	I. 3449E+02	I	0.1	I	
I. 5335E+00	I. 3916E+02	I. 3910E+02	I	0.1	I	
I. 6049E+00	I. 4440E+02	I. 4434E+02	I	0.1	I	
I. 6859E+00	I. 5035E+02	I. 5028E+02	I	0.1	I	
I. 7778E+00	I. 5709E+02	I. 5701E+02	I	0.1	I	
I. 8819E+00	I. 6473E+02	I. 6464E+02	I	0.1	I	
I. 1000E+01	I. 7340E+02	I. 7330E+02	I	0.1	I	
I. 1134E+01	I. 8322E+02	I. 8311E+02	I	0.1	I	
I. 1286E+01	I. 9438E+02	I. 9424E+02	I	0.1	I	
I. 1458E+01	I. 1071E+03	I. 1069E+03	I	0.2	I	
I. 1653E+01	I. 1214E+03	I. 1212E+03	I	0.2	I	
I. 1874E+01	I. 1370E+03	I. 1374E+03	I	-0.3	I	
I. 2125E+01	I. 1416E+03	I. 1422E+03	I	-0.4	I	
I. 2410E+01	I. 1335E+03	I. 1335E+03	I	0.0	I	
I. 2733E+01	I. 1254E+03	I. 1254E+03	I	0.0	I	
I. 3099E+01	I. 1177E+03	I. 1178E+03	I	0.0	I	
I. 3514E+01	I. 1106E+03	I. 1106E+03	I	0.0	I	
I. 3984E+01	I. 1038E+03	I. 1039E+03	I	0.0	I	
I. 4518E+01	I. 9750E+02	I. 9754E+02	I	0.0	I	
I. 5122E+01	I. 9156E+02	I. 9160E+02	I	0.0	I	
I. 5808E+01	I. 8598E+02	I. 8602E+02	I	0.0	I	
I. 6586E+01	I. 8075E+02	I. 8078E+02	I	0.0	I	
I. 7468E+01	I. 7583E+02	I. 7586E+02	I	0.0	I	
I. 8468E+01	I. 7121E+02	I. 7124E+02	I	0.0	I	
I. 9602E+01	I. 6687E+02	I. 6690E+02	I	0.0	I	
I. 1089E+02	I. 6280E+02	I. 6283E+02	I	0.0	I	
I. 1235E+02	I. 5898E+02	I. 5900E+02	I	0.0	I	
I. 1400E+02	I. 5539E+02	I. 5541E+02	I	0.0	I	
I. 1587E+02	I. 5201E+02	I. 5204E+02	I	0.0	I	
I. 1800E+02	I. 4885E+02	I. 4887E+02	I	0.0	I	
I. 2041E+02	I. 4587E+02	I. 4589E+02	I	0.0	I	
I. 2314E+02	I. 4308E+02	I. 4310E+02	I	0.0	I	
I. 2624E+02	I. 4045E+02	I. 4047E+02	I	0.0	I	
I. 2975E+02	I. 3799E+02	I. 3801E+02	I	0.0	I	
I. 3374E+02	I. 3568E+02	I. 3569E+02	I	0.0	I	
I. 3825E+02	I. 3350E+02	I. 3352E+02	I	0.0	I	
I. 4338E+02	I. 3146E+02	I. 3148E+02	I	0.0	I	
I. 4918E+02	I. 2955E+02	I. 2956E+02	I	0.0	I	
I. 5577E+02	I. 2775E+02	I. 2776E+02	I	0.0	I	
I. 6324E+02	I. 2606E+02	I. 2607E+02	I	0.0	I	

La masse totale du bulbe a été trouvée égale à 99.91. Elle a été donc calculée avec une précision de 0.09 % . La table (VI.1) donne la différence entre la vitesse de rotation circulaire théorique et la vitesse calculée par le programme. Nous constatons tout-de-suite que, à l'exception de deux points, la différence ne dépasse pas la valeur de 0.2 %. Il faut également noter que la plus grande imprecision -0.4%- se présente au bord du bulbe à une distance au centre $r=1.98$. Elle est due à l'imprecision de l' interpolation à ce point, là où la chute de la densité est très brusque et qui est ici transformée directement en erreur sur le calcul de la densité parce qu' il n' y a pas de couches superieures pour partager cette erreur. Une dernière chose qu' il faut souligner est le fait que les deux couches au bord du bulbe, sont les seules à avoir une vitesse calculée plus petite que la vitesse de rotation théorique, chose tout-à-fait attendue. Par contre ce qui semble dans un premier temps inexplicable est que le reste des couches du bulbe créent des vitesses de rotation plus grandes que les théoriques. Ce fait est finalement du à l' imprecision initiale des deux couches du bord, qui sont les couches les plus volumineuses et dont l' erreur est partagée entre les couches interieures.

ii) Le bulbe de Plummer.

C'est le seul bulbe pour lequel tous les deux sous-programmes, BULBE1 et BULBE2, ont pu être utilisés. Comme masse totale du bulbe on obtient:

BULBE1 masse totale = 100.4 au lieu de 100. Erreur : 0.4%.
 BULBE2 masse totale = 99.0 au lieu de 100. Erreur :-1.0%.

Il s'agit là d'erreurs justifiées par la forme de la fonction d' interpolation de chaque s.p. Nous constatons une superiorité relative du s.p. BULBE1, (tableaux (VI.2) et (VI.3)), où nous pouvons observer les écarts entre la vitesse de rotation calculée et théorique. Mais dans les memes tableaux nous pouvons aussi observer une difference dans la façon dont chaque s.p. établit la repartition de la densité. En effet après une erreur assez important très près du centre, qui frole le -4% et qui équilibre les erreurs accumulées dans les couches exterieures, le s.p. BULBE2 donne une relativement meilleure precision jusqu' au rayon $r=0.25$. Par contre après ce rayon c'est le BULBE1 qui fonctionne mieux, parce qu' il a calculé la masse totale du bulbe avec une meilleure precision. Nous pouvons dire alors qu' en interpolant à l' aide de la fonction $1/(ax+b)$ nous perdons de la masse sur chaque couche, par contre l' interpolation par des droites en ajoute mais relativement moins.

Tableau (VI,2)

Tableau contenant les resultats du bulbe de Plummer.

S.P. BULBE1

I	RAYDN	IV.BUL.CAL.I	VIT(B)	I	%	I
I.5556E-01	I.3107E+02	I.3228E+02	I.3228E+02	I	-3.8	I
I.6300E-01	I.3523E+02	I.3651E+02	I.3651E+02	I	-3.5	I
I.7144E-01	I.3994E+02	I.4126E+02	I.4126E+02	I	-3.2	I
I.8100E-01	I.4529E+02	I.4658E+02	I.4658E+02	I	-2.8	I
I.9185E-01	I.5136E+02	I.5253E+02	I.5253E+02	I	-2.2	I
I.1041E+00	I.5823E+02	I.5916E+02	I.5916E+02	I	-1.6	I
I.1181E+00	I.6603E+02	I.6648E+02	I.6648E+02	I	-0.7	I
I.1339E+00	I.7487E+02	I.7454E+02	I.7454E+02	I	0.4	I
I.1518E+00	I.8403E+02	I.8333E+02	I.8333E+02	I	0.8	I
I.1722E+00	I.9043E+02	I.9282E+02	I.9282E+02	I	-2.6	I
I.1952E+00	I.9859E+02	I.1029E+03	I.1029E+03	I	-4.2	I
I.2214E+00	I.1086E+03	I.1135E+03	I.1135E+03	I	-4.3	I
I.2510E+00	I.1206E+03	I.1244E+03	I.1244E+03	I	-3.0	I
I.2846E+00	I.1348E+03	I.1352E+03	I.1352E+03	I	-0.3	I
I.3227E+00	I.1437E+03	I.1457E+03	I.1457E+03	I	-1.4	I
I.3659E+00	I.1513E+03	I.1555E+03	I.1555E+03	I	-2.7	I
I.4149E+00	I.1619E+03	I.1642E+03	I.1642E+03	I	-1.4	I
I.4705E+00	I.1702E+03	I.1715E+03	I.1715E+03	I	-0.7	I
I.5335E+00	I.1744E+03	I.1769E+03	I.1769E+03	I	-1.4	I
I.6049E+00	I.1803E+03	I.1804E+03	I.1804E+03	I	0.0	I
I.6859E+00	I.1805E+03	I.1818E+03	I.1818E+03	I	-0.8	I
I.7778E+00	I.1809E+03	I.1814E+03	I.1814E+03	I	-0.3	I
I.8819E+00	I.1792E+03	I.1791E+03	I.1791E+03	I	0.0	I
I.1000E+01	I.1751E+03	I.1754E+03	I.1754E+03	I	-0.1	I
I.1134E+01	I.1703E+03	I.1704E+03	I.1704E+03	I	-0.1	I
I.1286E+01	I.1645E+03	I.1645E+03	I.1645E+03	I	0.0	I
I.1458E+01	I.1581E+03	I.1580E+03	I.1580E+03	I	0.1	I
I.1653E+01	I.1512E+03	I.1510E+03	I.1510E+03	I	0.1	I
I.1874E+01	I.1440E+03	I.1438E+03	I.1438E+03	I	0.1	I
I.2125E+01	I.1368E+03	I.1366E+03	I.1366E+03	I	0.1	I
I.2410E+01	I.1296E+03	I.1294E+03	I.1294E+03	I	0.1	I
I.2733E+01	I.1225E+03	I.1224E+03	I.1224E+03	I	0.2	I
I.3099E+01	I.1157E+03	I.1155E+03	I.1155E+03	I	0.2	I
I.3514E+01	I.1091E+03	I.1090E+03	I.1090E+03	I	0.2	I
I.3984E+01	I.1028E+03	I.1027E+03	I.1027E+03	I	0.2	I
I.4518E+01	I.9684E+02	I.9665E+02	I.9665E+02	I	0.2	I
I.5122E+01	I.9114E+02	I.9095E+02	I.9095E+02	I	0.2	I
I.5808E+01	I.8573E+02	I.8555E+02	I.8555E+02	I	0.2	I
I.6586E+01	I.8062E+02	I.8044E+02	I.8044E+02	I	0.2	I
I.7468E+01	I.7578E+02	I.7561E+02	I.7561E+02	I	0.2	I
I.8468E+01	I.7123E+02	I.7106E+02	I.7106E+02	I	0.2	I
I.9602E+01	I.6693E+02	I.6677E+02	I.6677E+02	I	0.2	I
I.1089E+02	I.6289E+02	I.6273E+02	I.6273E+02	I	0.2	I
I.1235E+02	I.5908E+02	I.5893E+02	I.5893E+02	I	0.2	I
I.1400E+02	I.5550E+02	I.5536E+02	I.5536E+02	I	0.2	I
I.1587E+02	I.5213E+02	I.5200E+02	I.5200E+02	I	0.3	I
I.1800E+02	I.4896E+02	I.4884E+02	I.4884E+02	I	0.3	I
I.2041E+02	I.4599E+02	I.4587E+02	I.4587E+02	I	0.3	I
I.2314E+02	I.4319E+02	I.4308E+02	I.4308E+02	I	0.3	I
I.2624E+02	I.4056E+02	I.4046E+02	I.4046E+02	I	0.2	I
I.2975E+02	I.3809E+02	I.3800E+02	I.3800E+02	I	0.2	I
I.3374E+02	I.3577E+02	I.3569E+02	I.3569E+02	I	0.2	I
I.3825E+02	I.3359E+02	I.3352E+02	I.3352E+02	I	0.2	I
I.4338E+02	I.3155E+02	I.3147E+02	I.3147E+02	I	0.2	I
I.4918E+02	I.2963E+02	I.2956E+02	I.2956E+02	I	0.2	I
I.5577E+02	I.2782E+02	I.2776E+02	I.2776E+02	I	0.2	I
I.6324E+02	I.2613E+02	I.2607E+02	I.2607E+02	I	0.2	I

iii) Le bulbe $r^{1/4}$.

Comme on l' a dit précédemment, la densité projetée de ce bulbe croit très rapidement à proximité du centre. Voici par exemple quelques valeurs indicatives obtenues pour les valeurs des paramètres $M(\text{tot}) = 100. (*10^8)$ $Co = M(\text{tot})/22.667 = 4.412 (*10^8)$ et $a = 2$:

Pour	$r=0.0$	la densité projetée est	$S(r) = 3.773 * 10^6$
"	$r=0.054$	" " "	$S(r) = 4.647 * 10^4$
"	$r=0.108$	" " "	$S(r) = 2.023 * 10^4$

Ce fait rend tout-à-fait inutilisable le s.p. BULBE1, qui en utilisant des droites pour l' interpolation, a bien du mal à suivre la vraie courbe de la densité projetée de ce bulbe. En conséquence il donne une masse totale plus de quatre fois supérieure à la vraie masse. L' autre s.p. d' ailleurs s' en sort difficilement. Il donne la masse totale du bulbe égale à 123, donc avec une erreur de 23%. Le tableau (VI.4) nous montre que la meme chose se passe pour la vitesse de rotation. Nous constatons alors que près du centre la vitesse calculée devient plus petite que la vitesse théorique tandis que partout ailleurs c' est l' inverse qui se passe. L' explication est la suivante: La fonction qui fait l' interpolation entre deux points donnés suit difficilement la vraie courbe de ce bulbe et elle ajoute de la masse, qui s' accumule de couche en couche en formant un excédent qui à son tour crée des vitesses élevées. Mais il arrive un moment où cet excédent ne peut plus être justifié par la densité projetée (plus l' erreur de l' interpolation), ce qui provoque la chute de la vitesse calculée très près du centre ($r < 0.1$).

Nous avons réessayé le meme test mais en triplant le nombre de points observés. Cette fois nous avons obtenu des résultats un peu plus précis: La masse totale a été trouvée 107 unités. La vitesse de rotation qui correspond à ce dernier résultat apparait au tableau (VI.5), où on peut constater que la vitesse calculée reste toujours supérieure à la vitesse théorique, ce qui veut dire que cette fois l' excédent de masse peut être toujours justifié par l' imprécision de l' interpolation.

Nous avons voulu aussi voir l' influence qu' un changement du rapport M/L peut apporter aux résultats précédents. Au tableau (VI.6) nous avons les résultats que nous avons obtenu en adoptant la valeur $M/L = 0.86$. En ce qui concerne la masse totale du bulbe, elle devient 109.5 unités. Bien sur, en baissant encore la valeur du M/L nous pouvons arriver à trouver une masse totale exacte et une vitesse plus acceptable.... (il subsistera cependant des problèmes, surtout très près du centre).

On reste donc confronté à une question inquiétante: Puisqu' on suppose que le bulbe suivant cette loi de G.de Vaucouleurs représente assez bien la réalité est-ce qu' il faut corriger de la meme façon le M/L du bulbe de toutes les galaxies sur lesquelles on appliquera ce programme? La reponse à

Tableau (VI,3)

Tableau contenant les resultats du bulbe de Plummer.

s.p. BULBE2

I	RAYON	IV. BUL. CAL. I	VIT(B)	I	%	I'
I.5556E-01	I.3137E+02	I.3228E+02	I.3228E+02	I	-2.8	I
I.6300E-01	I.3558E+02	I.3651E+02	I.3651E+02	I	-2.6	I
I.7144E-01	I.4034E+02	I.4126E+02	I.4126E+02	I	-2.2	I
I.8100E-01	I.4574E+02	I.4658E+02	I.4658E+02	I	-1.8	I
I.9185E-01	I.5187E+02	I.5253E+02	I.5253E+02	I	-1.3	I
I.1041E+00	I.5881E+02	I.5916E+02	I.5916E+02	I	-0.6	I
I.1181E+00	I.6669E+02	I.6648E+02	I.6648E+02	I	0.3	I
I.1339E+00	I.7561E+02	I.7454E+02	I.7454E+02	I	1.4	I
I.1518E+00	I.8482E+02	I.8333E+02	I.8333E+02	I	1.8	I
I.1722E+00	I.9101E+02	I.9282E+02	I.9282E+02	I	-1.9	I
I.1952E+00	I.9898E+02	I.1029E+03	I.1029E+03	I	-3.8	I
I.2214E+00	I.1088E+03	I.1135E+03	I.1135E+03	I	-4.1	I
I.2510E+00	I.1207E+03	I.1244E+03	I.1244E+03	I	-2.9	I
I.2846E+00	I.1347E+03	I.1352E+03	I.1352E+03	I	-0.4	I
I.3227E+00	I.1434E+03	I.1457E+03	I.1457E+03	I	-1.6	I
I.3659E+00	I.1507E+03	I.1555E+03	I.1555E+03	I	-3.1	I
I.4149E+00	I.1610E+03	I.1642E+03	I.1642E+03	I	-2.0	I
I.4705E+00	I.1691E+03	I.1715E+03	I.1715E+03	I	-1.4	I
I.5335E+00	I.1730E+03	I.1769E+03	I.1769E+03	I	-2.2	I
I.6049E+00	I.1787E+03	I.1804E+03	I.1804E+03	I	-0.9	I
I.6859E+00	I.1788E+03	I.1818E+03	I.1818E+03	I	-1.7	I
I.7778E+00	I.1792E+03	I.1814E+03	I.1814E+03	I	-1.2	I
I.8819E+00	I.1774E+03	I.1791E+03	I.1791E+03	I	-0.9	I
I.1000E+01	I.1735E+03	I.1754E+03	I.1754E+03	I	-1.1	I
I.1134E+01	I.1687E+03	I.1704E+03	I.1704E+03	I	-1.0	I
I.1286E+01	I.1630E+03	I.1645E+03	I.1645E+03	I	-0.9	I
I.1458E+01	I.1567E+03	I.1580E+03	I.1580E+03	I	-0.8	I
I.1653E+01	I.1499E+03	I.1510E+03	I.1510E+03	I	-0.7	I
I.1874E+01	I.1428E+03	I.1438E+03	I.1438E+03	I	-0.7	I
I.2125E+01	I.1356E+03	I.1366E+03	I.1366E+03	I	-0.7	I
I.2410E+01	I.1285E+03	I.1294E+03	I.1294E+03	I	-0.7	I
I.2733E+01	I.1215E+03	I.1224E+03	I.1224E+03	I	-0.7	I
I.3099E+01	I.1148E+03	I.1155E+03	I.1155E+03	I	-0.6	I
I.3514E+01	I.1083E+03	I.1090E+03	I.1090E+03	I	-0.6	I
I.3984E+01	I.1020E+03	I.1027E+03	I.1027E+03	I	-0.6	I
I.4518E+01	I.9606E+02	I.9665E+02	I.9665E+02	I	-0.6	I
I.5122E+01	I.9040E+02	I.9095E+02	I.9095E+02	I	-0.6	I
I.5808E+01	I.8503E+02	I.8555E+02	I.8555E+02	I	-0.6	I
I.6586E+01	I.7996E+02	I.8044E+02	I.8044E+02	I	-0.6	I
I.7468E+01	I.7516E+02	I.7561E+02	I.7561E+02	I	-0.6	I
I.8468E+01	I.7064E+02	I.7106E+02	I.7106E+02	I	-0.6	I
I.9602E+01	I.6638E+02	I.6677E+02	I.6677E+02	I	-0.6	I
I.1089E+02	I.6236E+02	I.6273E+02	I.6273E+02	I	-0.6	I
I.1235E+02	I.5859E+02	I.5893E+02	I.5893E+02	I	-0.6	I
I.1400E+02	I.5504E+02	I.5536E+02	I.5536E+02	I	-0.6	I
I.1587E+02	I.5169E+02	I.5200E+02	I.5200E+02	I	-0.6	I
I.1800E+02	I.4856E+02	I.4884E+02	I.4884E+02	I	-0.6	I
I.2041E+02	I.4561E+02	I.4587E+02	I.4587E+02	I	-0.6	I
I.2314E+02	I.4283E+02	I.4308E+02	I.4308E+02	I	-0.6	I
I.2624E+02	I.4022E+02	I.4046E+02	I.4046E+02	I	-0.6	I
I.2975E+02	I.3777E+02	I.3800E+02	I.3800E+02	I	-0.6	I
I.3374E+02	I.3547E+02	I.3569E+02	I.3569E+02	I	-0.6	I
I.3825E+02	I.3331E+02	I.3352E+02	I.3352E+02	I	-0.6	I
I.4338E+02	I.3128E+02	I.3147E+02	I.3147E+02	I	-0.6	I
I.4918E+02	I.2938E+02	I.2956E+02	I.2956E+02	I	-0.6	I
I.5577E+02	I.2759E+02	I.2776E+02	I.2776E+02	I	-0.6	I
I.6324E+02	I.2591E+02	I.2607E+02	I.2607E+02	I	-0.6	I

Tableau contenant les resultats du bulbe $r^{1/4}$.

TABLEAU (VI,4)

I	RAYON	I	VIT. DAL.	I	VITESSE	I	%	I
I	0.05556	I	127.21809	I	197.12093	I	-35.5	I
I	0.06300	I	144.25269	I	199.84764	I	-27.8	I
I	0.07144	I	163.56824	I	202.25349	I	-19.1	I
I	0.08100	I	185.47015	I	204.31804	I	-9.2	I
I	0.09185	I	210.30472	I	206.02224	I	2.1	I
I	0.10415	I	238.46472	I	207.34873	I	15.0	I
I	0.11809	I	270.39530	I	208.28205	I	29.8	I
I	0.13391	I	306.60145	I	208.80894	I	46.8	I
I	0.15184	I	337.25871	I	208.91861	I	61.4	I
I	0.17217	I	320.12089	I	208.60291	I	53.5	I
I	0.19522	I	305.22210	I	207.85658	I	46.8	I
I	0.22136	I	292.81313	I	206.67742	I	41.7	I
I	0.25100	I	283.22753	I	205.06645	I	38.1	I
I	0.28461	I	276.89168	I	203.02801	I	36.4	I
I	0.32272	I	267.29585	I	200.56986	I	33.3	I
I	0.36593	I	256.53718	I	197.70315	I	29.8	I
I	0.41493	I	248.27710	I	194.44246	I	27.7	I
I	0.47049	I	240.20931	I	190.80566	I	25.9	I
I	0.53349	I	230.92164	I	186.81392	I	23.6	I
I	0.60492	I	223.40087	I	182.49101	I	22.4	I
I	0.68592	I	214.48437	I	177.86404	I	20.6	I
I	0.77777	I	206.55968	I	172.96216	I	19.4	I
I	0.88191	I	198.62710	I	167.81677	I	18.4	I
I	1.00000	I	190.45961	I	162.46095	I	17.2	I
I	1.13390	I	182.56753	I	156.92910	I	16.3	I
I	1.28573	I	174.80293	I	151.25642	I	15.6	I
I	1.45789	I	167.16429	I	145.47852	I	14.9	I
I	1.65310	I	159.62379	I	139.63083	I	14.3	I
I	1.87446	I	152.16330	I	133.74817	I	13.8	I
I	2.12545	I	144.89334	I	127.86429	I	13.3	I
I	2.41005	I	137.78147	I	122.01140	I	12.9	I
I	2.73275	I	130.83775	I	116.21971	I	12.6	I
I	3.09867	I	124.09686	I	110.51716	I	12.3	I
I	3.51359	I	117.55424	I	104.92902	I	12.0	I
I	3.98406	I	111.23549	I	99.47771	I	11.8	I
I	4.51753	I	105.14331	I	94.18258	I	11.6	I
I	5.12243	I	99.28976	I	89.05985	I	11.5	I
I	5.80832	I	93.68078	I	84.12257	I	11.4	I
I	6.58606	I	88.31774	I	79.38067	I	11.3	I
I	7.46794	I	83.20454	I	74.84111	I	11.2	I
I	8.46791	I	78.34005	I	70.50803	I	11.1	I
I	9.60176	I	73.72137	I	66.38303	I	11.1	I
I	10.88745	I	69.34481	I	62.46540	I	11.0	I
I	12.34528	I	65.20437	I	58.75246	I	11.0	I
I	13.99833	I	61.29300	I	55.23985	I	11.0	I
I	15.87271	I	57.60284	I	51.92190	I	10.9	I
I	17.99808	I	54.12557	I	48.79186	I	10.9	I
I	20.40804	I	50.85530	I	45.84224	I	10.9	I
I	23.14070	I	47.76746	I	43.06503	I	10.9	I
I	26.23925	I	44.85849	I	40.45194	I	10.9	I
I	29.75271	I	42.12666	I	37.99458	I	10.9	I
I	33.73662	I	39.56121	I	35.68461	I	10.9	I
I	38.25397	I	37.15199	I	33.51383	I	10.9	I
I	43.37622	I	34.88948	I	31.47431	I	10.9	I
I	49.18432	I	32.76476	I	29.55841	I	10.8	I
I	55.77014	I	30.76943	I	27.75883	I	10.8	I
I	63.23781	I	28.89581	I	26.06862	I	10.8	I

Tableau contenant les resultats du bulbe $r^{1/4}$.

TABLEAU (VI, 5)

I	RAYON	I	VIT. CAL.	I	VITESSE	I	%	I
I	0.05556	I	330.52092	I	197.12093	I	67.7	I
I	0.06300	I	314.95935	I	199.84764	I	57.6	I
I	0.07144	I	301.92195	I	202.25349	I	49.3	I
I	0.08100	I	291.74168	I	204.31804	I	42.8	I
I	0.09185	I	284.83707	I	206.02224	I	38.3	I
I	0.10415	I	281.70119	I	207.34873	I	35.9	I
I	0.11809	I	274.09701	I	208.28205	I	31.6	I
I	0.13391	I	265.85233	I	208.80894	I	27.3	I
I	0.15184	I	260.79576	I	208.91861	I	24.8	I
I	0.17217	I	255.45569	I	208.60291	I	22.5	I
I	0.19522	I	248.90696	I	207.85658	I	19.7	I
I	0.22136	I	244.43531	I	206.67742	I	18.3	I
I	0.25100	I	238.12450	I	205.06645	I	16.1	I
I	0.28461	I	232.89983	I	203.02801	I	14.7	I
I	0.32272	I	227.76206	I	200.56986	I	13.6	I
I	0.36593	I	221.80979	I	197.70315	I	12.2	I
I	0.41493	I	216.10077	I	194.44246	I	11.1	I
I	0.47049	I	210.36439	I	190.80566	I	10.3	I
I	0.53349	I	204.56955	I	186.81382	I	9.5	I
I	0.60492	I	198.54315	I	182.49101	I	8.8	I
I	0.68592	I	192.39024	I	177.86404	I	8.2	I
I	0.77777	I	186.16314	I	172.96216	I	7.6	I
I	0.88191	I	179.84700	I	167.81677	I	7.2	I
I	1.00000	I	173.43401	I	162.46095	I	6.8	I
I	1.13390	I	166.99119	I	156.92910	I	6.4	I
I	1.28573	I	160.45975	I	151.25642	I	6.1	I
I	1.45789	I	153.93603	I	145.47852	I	5.8	I
I	1.65310	I	147.40030	I	139.63083	I	5.6	I
I	1.87446	I	140.91041	I	133.74817	I	5.4	I
I	2.12545	I	134.47851	I	127.86429	I	5.2	I
I	2.41005	I	128.13024	I	122.01140	I	5.0	I
I	2.73275	I	121.89083	I	116.21971	I	4.9	I
I	3.09867	I	115.78276	I	110.51716	I	4.8	I
I	3.51359	I	109.82725	I	104.92902	I	4.7	I
I	3.98406	I	104.04087	I	99.47771	I	4.6	I
I	4.51753	I	98.44257	I	94.18258	I	4.5	I
I	5.12243	I	93.04645	I	89.05985	I	4.5	I
I	5.80832	I	87.86619	I	84.12257	I	4.5	I
I	6.58606	I	82.92045	I	79.38067	I	4.5	I
I	7.46794	I	78.29650	I	74.84111	I	4.6	I
I	8.46791	I	73.66157	I	70.50803	I	4.5	I
I	9.60176	I	69.17568	I	66.38303	I	4.2	I
I	10.88745	I	64.96297	I	62.46540	I	4.0	I
I	12.34528	I	61.00682	I	58.75246	I	3.8	I
I	13.99833	I	57.29159	I	55.23985	I	3.7	I
I	15.87271	I	53.80261	I	51.92190	I	3.6	I
I	17.99808	I	50.52610	I	48.79186	I	3.6	I
I	20.40804	I	47.44913	I	45.84224	I	3.5	I
I	23.14070	I	44.55954	I	43.06503	I	3.5	I
I	26.23925	I	41.84593	I	40.45194	I	3.4	I
I	29.75271	I	39.29757	I	37.99458	I	3.4	I
I	33.73662	I	36.90440	I	35.68461	I	3.4	I
I	38.25397	I	34.65698	I	33.51383	I	3.4	I
I	43.37622	I	32.54641	I	31.47431	I	3.4	I
I	49.18432	I	30.56438	I	29.55841	I	3.4	I
I	55.77014	I	28.70305	I	27.75883	I	3.4	I
I	63.23781	I	26.95507	I	26.06862	I	3.4	I

TABLEAU (VI,6)

I	RAYDN	IV. BUL. CAL. I	VIT (B)	I	%	I
I.5556E-01	I.1187E+03	I.1971E+03	I-39.8	I		
I.6300E-01	I.1346E+03	I.1998E+03	I-32.7	I		
I.7144E-01	I.1526E+03	I.2023E+03	I-24.5	I		
I.8100E-01	I.1730E+03	I.2043E+03	I-15.3	I		
I.9185E-01	I.1962E+03	I.2060E+03	I -4.8	I		
I.1041E+00	I.2225E+03	I.2073E+03	I 7.3	I		
I.1181E+00	I.2523E+03	I.2083E+03	I 21.1	I		
I.1339E+00	I.2861E+03	I.2088E+03	I 37.0	I		
I.1518E+00	I.3147E+03	I.2089E+03	I 50.6	I		
I.1722E+00	I.2986E+03	I.2086E+03	I 43.2	I		
I.1952E+00	I.2847E+03	I.2079E+03	I 37.0	I		
I.2214E+00	I.2731E+03	I.2067E+03	I 32.1	I		
I.2510E+00	I.2641E+03	I.2051E+03	I 28.8	I		
I.2846E+00	I.2581E+03	I.2030E+03	I 27.1	I		
I.3227E+00	I.2491E+03	I.2006E+03	I 24.2	I		
I.3659E+00	I.2390E+03	I.1977E+03	I 20.9	I		
I.4149E+00	I.2313E+03	I.1944E+03	I 18.9	I		
I.4705E+00	I.2237E+03	I.1908E+03	I 17.2	I		
I.5335E+00	I.2150E+03	I.1868E+03	I 15.1	I		
I.6049E+00	I.2080E+03	I.1825E+03	I 14.0	I		
I.6859E+00	I.1997E+03	I.1779E+03	I 12.3	I		
I.7778E+00	I.1923E+03	I.1730E+03	I 11.2	I		
I.8819E+00	I.1848E+03	I.1678E+03	I 10.1	I		
I.1000E+01	I.1772E+03	I.1625E+03	I 9.1	I		
I.1134E+01	I.1699E+03	I.1569E+03	I 8.2	I		
I.1286E+01	I.1626E+03	I.1513E+03	I 7.5	I		
I.1458E+01	I.1555E+03	I.1455E+03	I 6.9	I		
I.1653E+01	I.1485E+03	I.1396E+03	I 6.3	I		
I.1874E+01	I.1415E+03	I.1337E+03	I 5.8	I		
I.2125E+01	I.1347E+03	I.1279E+03	I 5.4	I		
I.2410E+01	I.1281E+03	I.1220E+03	I 5.0	I		
I.2733E+01	I.1216E+03	I.1162E+03	I 4.7	I		
I.3099E+01	I.1154E+03	I.1105E+03	I 4.4	I		
I.3514E+01	I.1093E+03	I.1049E+03	I 4.1	I		
I.3984E+01	I.1034E+03	I.9948E+02	I 3.9	I		
I.4518E+01	I.9773E+02	I.9418E+02	I 3.8	I		
I.5122E+01	I.9228E+02	I.8906E+02	I 3.6	I		
I.5808E+01	I.8706E+02	I.8412E+02	I 3.5	I		
I.6586E+01	I.8208E+02	I.7938E+02	I 3.4	I		
I.7468E+01	I.7732E+02	I.7484E+02	I 3.3	I		
I.8468E+01	I.7280E+02	I.7051E+02	I 3.2	I		
I.9602E+01	I.6850E+02	I.6638E+02	I 3.2	I		
I.1089E+02	I.6444E+02	I.6247E+02	I 3.2	I		
I.1235E+02	I.6059E+02	I.5875E+02	I 3.1	I		
I.1400E+02	I.5695E+02	I.5524E+02	I 3.1	I		
I.1587E+02	I.5352E+02	I.5192E+02	I 3.1	I		
I.1800E+02	I.5029E+02	I.4879E+02	I 3.1	I		
I.2041E+02	I.4725E+02	I.4584E+02	I 3.1	I		
I.2314E+02	I.4438E+02	I.4307E+02	I 3.1	I		
I.2624E+02	I.4168E+02	I.4045E+02	I 3.0	I		
I.2975E+02	I.3914E+02	I.3799E+02	I 3.0	I		
I.3374E+02	I.3676E+02	I.3568E+02	I 3.0	I		
I.3825E+02	I.3452E+02	I.3351E+02	I 3.0	I		
I.4338E+02	I.3242E+02	I.3147E+02	I 3.0	I		
I.4918E+02	I.3044E+02	I.2956E+02	I 3.0	I		
I.5577E+02	I.2859E+02	I.2776E+02	I 3.0	I		
I.6324E+02	I.2685E+02	I.2607E+02	I 3.0	I		

notre avis est non. Nous avons déjà vu que si le bulbe suit cette loi, la différence qui existe entre les résultats obtenus par le s.p. BULBE1 et par le s.p. BULBE2 est énorme -entre 40 et 400 % -... Par contre quand on a essayé les deux s.p. pour de vraies galaxies, nous avons vérifié que cette différence ne dépasse pas 3%[£]. La Figure (VI.1) montre à titre d' exemple la galaxie IC 342 qui possède un bulbe bien décrit par une loi $r^{1/4}$. La masse totale qui a été calculée par le s.p. BULBE1 est égale à $1.93 \cdot 10^9$ masses solaires et par le s.p. BULBE2 $1.89 \cdot 10^9$. Nous voyons donc qu' il n' y a entre le deux résultats qu' un écart de 2% .

Comme exemple aussi nous donnons les résultats pour trois autres galaxies, dont la photométrie est montrée à la figure (VI.2), qui possèdent un bulbe dont la luminosité monte assez brutalement quand on s' approche du centre. Ces sont les exemples les plus frappants qui existent dans notre échantillon. Le tableau suivant contient les résultats obtenus par les deux sous programmes et leur différence:

Nom	BULBE1 (*10 ⁹)	BULBE2 (*10 ⁹)	Difference %
NGC 2841	8.0345	7.9979	0.45
NGC 3898	13.2998	13.2661	0.25
NGC 7331	19.0550	18.9240	0.69

Nous pouvons donc affirmer que les données d' observation concernant les bulbes ne suivent pas rigoureusement la loi de G.de Vaucouleurs.

iv) Le disque exponentiel.

Il n' y a pas grand-chose à dire sur le disque exponentiel. Tout est au tableau (VI,7). La précision des résultats arrive au quatrième chiffre. Il en est de même pour la masse totale: un écart de 0.08%. Avec ce résultat nous avons eu la vérification que la partie du programme qui calcule la vitesse du disque fonctionne correctement.

[£] Notons que le bulbe de Plummer étudié précédemment, présente lui aussi une différence de précision entre les deux s.p. de l' ordre de 1.5%.

Tableau (VI, 7)

Tableau contenant les resultats du disque exponentiel.

I	RAYON	I	VIT. CAL.	I	VITESSE	I	%	I
I	0.05556	I	9.84898	I	9.84147	I	0.1	I
I	0.06300	I	10.98575	I	10.97793	I	0.1	I
I	0.07144	I	12.24688	I	12.23890	I	0.1	I
I	0.08100	I	13.64478	I	13.63673	I	0.1	I
I	0.09185	I	15.19270	I	15.18469	I	0.1	I
I	0.10415	I	16.90496	I	16.89703	I	0.0	I
I	0.11809	I	18.79678	I	18.78895	I	0.0	I
I	0.13391	I	20.88427	I	20.87656	I	0.0	I
I	0.15184	I	23.18438	I	23.17682	I	0.0	I
I	0.17217	I	25.71488	I	25.70741	I	0.0	I
I	0.19522	I	28.49362	I	28.48662	I	0.0	I
I	0.22136	I	31.53973	I	31.53309	I	0.0	I
I	0.25100	I	34.87173	I	34.86549	I	0.0	I
I	0.28461	I	38.50797	I	38.50218	I	0.0	I
I	0.32272	I	42.46590	I	42.46063	I	0.0	I
I	0.36593	I	46.76152	I	46.75682	I	0.0	I
I	0.41493	I	51.40840	I	51.40442	I	0.0	I
I	0.47049	I	56.41684	I	56.41375	I	0.0	I
I	0.53349	I	61.79267	I	61.79069	I	0.0	I
I	0.60492	I	67.53582	I	67.53515	I	0.0	I
I	0.68592	I	73.63863	I	73.63945	I	0.0	I
I	0.77777	I	80.08390	I	80.08644	I	0.0	I
I	0.88191	I	86.84304	I	86.84735	I	0.0	I
I	1.00000	I	93.87334	I	93.87948	I	0.0	I
I	1.13390	I	101.11585	I	101.12383	I	0.0	I
I	1.28573	I	108.49284	I	108.50268	I	0.0	I
I	1.45789	I	115.90583	I	115.91741	I	0.0	I
I	1.65310	I	123.23396	I	123.24689	I	0.0	I
I	1.87446	I	130.33283	I	130.34666	I	0.0	I
I	2.12545	I	137.03522	I	137.04936	I	0.0	I
I	2.41005	I	143.15320	I	143.16711	I	0.0	I
I	2.73275	I	148.48363	I	148.49635	I	0.0	I
I	3.09867	I	152.81464	I	152.82546	I	0.0	I
I	3.51359	I	155.93845	I	155.94620	I	0.0	I
I	3.98406	I	157.66454	I	157.66845	I	0.0	I
I	4.51753	I	157.83881	I	157.83843	I	0.0	I
I	5.12243	I	156.36475	I	156.35909	I	0.0	I
I	5.80832	I	153.22101	I	153.21046	I	0.0	I
I	6.58606	I	148.48198	I	148.46701	I	0.0	I
I	7.46794	I	142.32560	I	142.30726	I	0.0	I
I	8.46791	I	135.03120	I	135.01109	I	0.0	I
I	9.60176	I	126.96024	I	126.94030	I	0.0	I
I	10.88745	I	118.51843	I	118.50053	I	0.0	I
I	12.34528	I	110.10311	I	110.08883	I	0.0	I
I	13.99833	I	102.04672	I	102.03690	I	0.0	I
I	15.87271	I	94.57276	I	94.56742	I	0.0	I
I	17.99808	I	87.78044	I	87.77891	I	0.0	I
I	20.40804	I	81.66300	I	81.66430	I	0.0	I
I	23.14070	I	76.14883	I	76.15195	I	0.0	I
I	26.23925	I	71.14468	I	71.14885	I	0.0	I
I	29.75271	I	66.56491	I	66.56960	I	0.0	I
I	33.73662	I	62.34267	I	62.34757	I	0.0	I
I	38.25397	I	58.42913	I	58.43406	I	0.0	I
I	43.37622	I	54.78845	I	54.79330	I	0.0	I
I	49.18432	I	51.39323	I	51.39793	I	0.0	I
I	55.77014	I	48.22138	I	48.22588	I	0.0	I
I	63.23781	I	45.25444	I	45.25876	I	0.0	I

v) Le disque de A.Toomre.

Ce deuxième disque, obtient des résultats presque aussi précis que le disque exponentiel. Très près du centre, pour $r < 0.15$, comme très loin, pour $r > 55$, on frole une erreur de 1%. Partout ailleurs nous avons une précision de l'ordre de 0.1%.

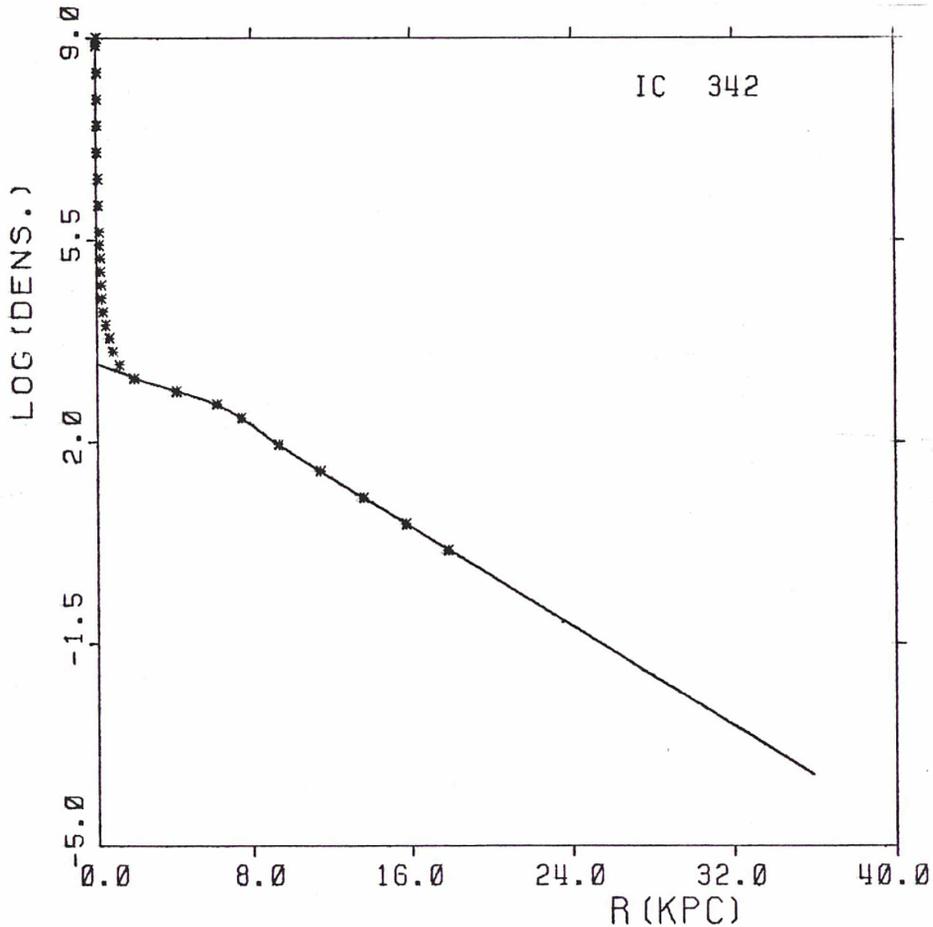
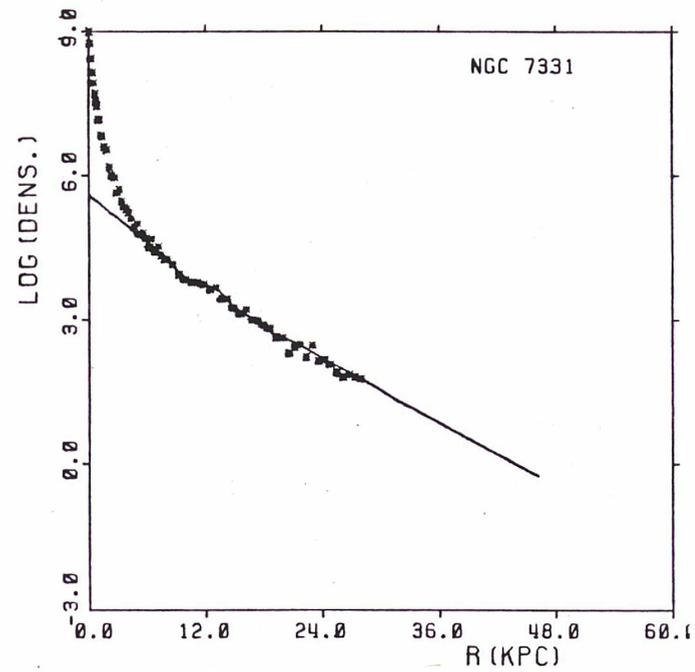
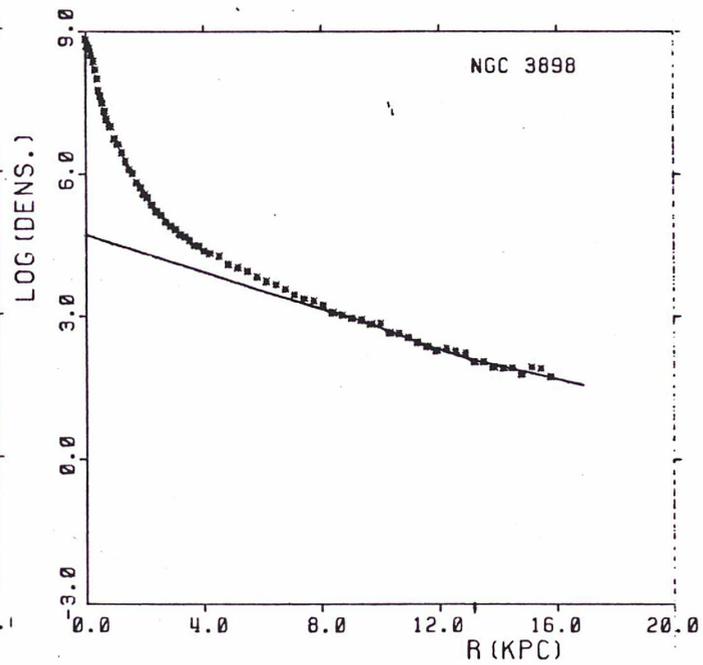
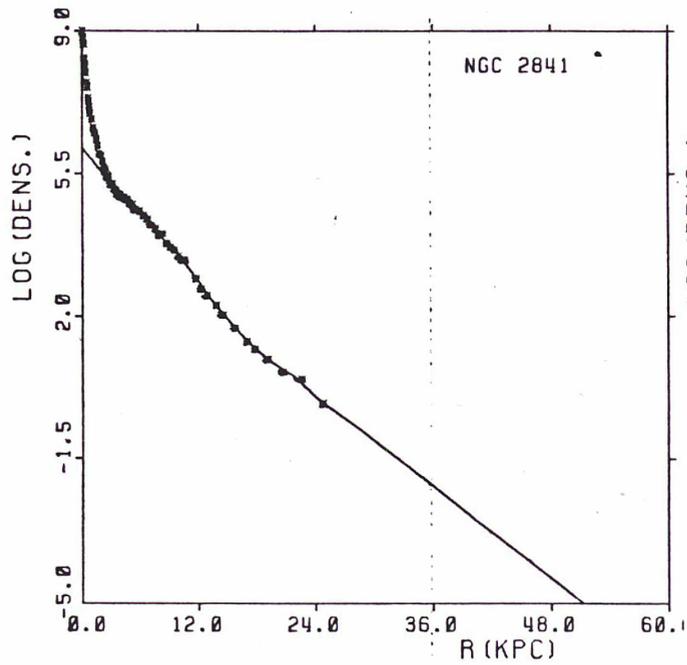


Figure: Sur cette figure nous avons les données photométriques de la galaxie IC 342. Les valeurs observées sont représentées par des asterisques. La ligne continue montre la façon dont le disque est défini. Il s'agit d'un bulbe très "compact", c'est à dire ayant une très courte longueur d'échelle (quelques centaines de pc). Mais il faut noter que le grand nombre de points observés à l'intérieur du centre nous aide à arriver à la précision acquise.

Tableau (VI, 8)

Tableau contenant les resultats du disque de A.Toomre.

I	RAYON	I	VIT. CAL.	I	VITESSE	I	%	I
I	0.05556	I	7.12010	I	7.04971	I	1.0	I
I	0.06300	I	8.04115	I	7.99235	I	0.6	I
I	0.07144	I	9.08226	I	9.06061	I	0.2	I
I	0.08100	I	10.26074	I	10.27103	I	-0.1	I
I	0.09185	I	11.59489	I	11.64224	I	-0.4	I
I	0.10415	I	13.10774	I	13.19519	I	-0.7	I
I	0.11809	I	14.82581	I	14.95337	I	-0.9	I
I	0.13391	I	16.78285	I	16.94303	I	-0.9	I
I	0.15184	I	19.02540	I	19.19336	I	-0.9	I
I	0.17217	I	21.64505	I	21.73668	I	-0.4	I
I	0.19522	I	24.72087	I	24.60846	I	0.5	I
I	0.22136	I	27.94995	I	27.84725	I	0.4	I
I	0.25100	I	31.50881	I	31.49437	I	0.0	I
I	0.28461	I	35.48727	I	35.59329	I	-0.3	I
I	0.32272	I	39.99528	I	40.18843	I	-0.5	I
I	0.36593	I	45.31636	I	45.32344	I	0.0	I
I	0.41493	I	51.05345	I	51.03841	I	0.0	I
I	0.47049	I	57.21546	I	57.36594	I	-0.3	I
I	0.53349	I	64.20043	I	64.32578	I	-0.2	I
I	0.60492	I	71.85244	I	71.91772	I	-0.1	I
I	0.68592	I	79.89714	I	80.11288	I	-0.3	I
I	0.77777	I	88.78184	I	88.84376	I	-0.1	I
I	0.88191	I	97.81693	I	97.99412	I	-0.2	I
I	1.00000	I	107.19659	I	107.39062	I	-0.2	I
I	1.13390	I	116.70891	I	116.79926	I	-0.1	I
I	1.28573	I	125.80804	I	125.92985	I	-0.1	I
I	1.45789	I	134.32072	I	134.45149	I	-0.1	I
I	1.65310	I	141.89912	I	142.01998	I	-0.1	I
I	1.87446	I	148.21873	I	148.31452	I	-0.1	I
I	2.12545	I	153.00176	I	153.07669	I	0.0	I
I	2.41005	I	156.08702	I	156.14320	I	0.0	I
I	2.73275	I	157.42861	I	157.46360	I	0.0	I
I	3.09867	I	157.07818	I	157.09882	I	0.0	I
I	3.51359	I	155.20155	I	155.20295	I	0.0	I
I	3.98406	I	151.98740	I	151.99404	I	0.0	I
I	4.51753	I	147.72526	I	147.72185	I	0.0	I
I	5.12243	I	142.63987	I	142.63998	I	0.0	I
I	5.80832	I	136.99014	I	136.98478	I	0.0	I
I	6.58606	I	130.96976	I	130.96323	I	0.0	I
I	7.46794	I	124.75331	I	124.74738	I	0.0	I
I	8.46791	I	118.48056	I	118.47442	I	0.0	I
I	9.60176	I	112.25594	I	112.24947	I	0.0	I
I	10.88745	I	106.15721	I	106.15019	I	0.0	I
I	12.34528	I	100.23973	I	100.23161	I	0.0	I
I	13.99833	I	94.54229	I	94.53090	I	0.0	I
I	15.87271	I	89.08796	I	89.07125	I	0.0	I
I	17.99808	I	83.89082	I	83.86548	I	0.0	I
I	20.40804	I	78.95840	I	78.91868	I	0.1	I
I	23.14070	I	74.29592	I	74.23037	I	0.1	I
I	26.23925	I	69.92402	I	69.79611	I	0.2	I
I	29.75271	I	65.80319	I	65.60879	I	0.3	I
I	33.73662	I	61.85148	I	61.65954	I	0.3	I
I	38.25397	I	58.05342	I	57.93839	I	0.2	I
I	43.37622	I	54.41706	I	54.43475	I	0.0	I
I	49.18432	I	50.96093	I	51.13783	I	-0.3	I
I	55.77014	I	47.70292	I	48.03683	I	-0.7	I
I	63.23781	I	44.65450	I	45.12111	I	-1.0	I



- 5 -

Figure (VII,2)

B) Tests complets.

Dans ce paragraphe nous exposons les resultats de galaxies tests qui possèdent les trois composantes, un bulbe, un disque et un halo. Nous avons essayé toutes les combinaisons possibles entre les trois bulbes et les deux disques. Nous avons aussi essayé plusieurs rapports de masse des trois composantes. Les résultats qui vont être exposés à la suite auront le meme rapport de masses, afin de préserver leur homogénéité. La masse du bulbe sera égale à 100 unités, la masse du disque à 300 unités et celle du halo à 600 unités. Ces résultats vont être présentés en deux paragraphes, suivant le type de leur disque. Nous discuterons aussi les résultats avec différents rapports de masse.

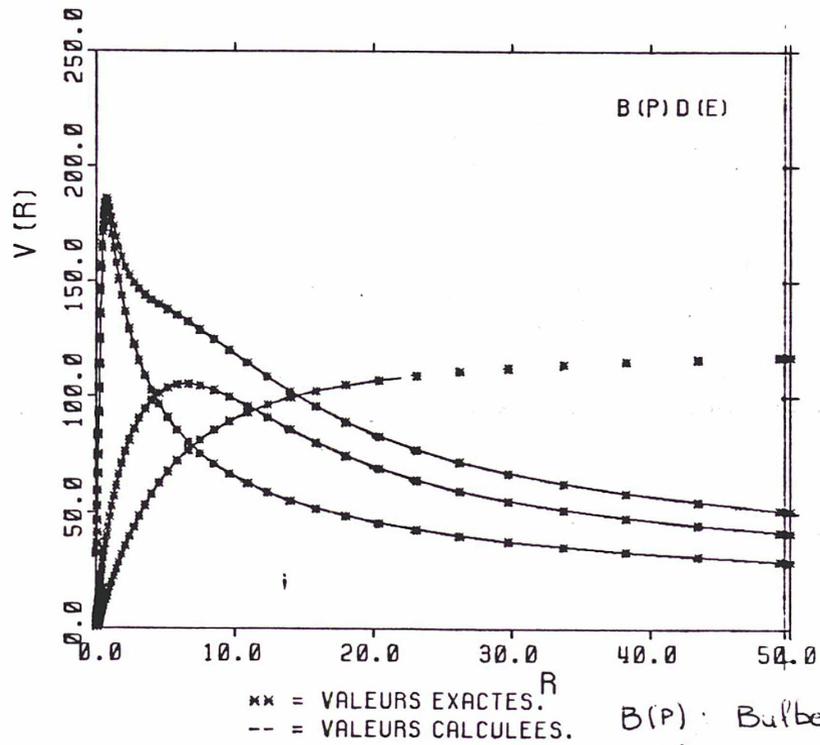
i) Galaxies-tests qui possèdent un disque exponentiel.

Comme auparavant le disque exponentiel nous facilite énormément la tâche. Il est vraiment très facile de trouver la bonne manière de partager la densité totale entre un bulbe et un disque exponentiel. Les resultats montrent que la précision acquise par le disque tout seul aux essais précédents est conservée. En conséquence la précision des résultats des bulbes -dont la densité projetée a été retrouvée exacte- est tout-à-fait semblable à celle obtenue pendant les tests individuels.

L' intérêt se concentre alors sur le résultat du halo qu' on obtient grace à la suite du programme. Il s' agit bien sur d' un intérêt relativement restreint, parce que la méthode de calcul -une simple soustraction de vitesses-, est sans surprises.

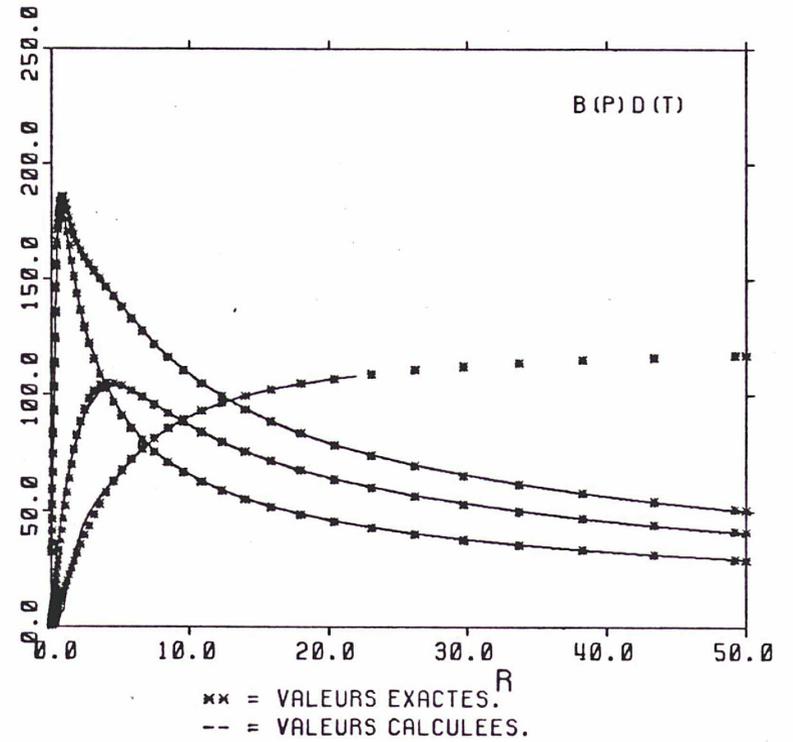
Malgré tout il faut sculigner que, presque toujours de petits problèmes se manifestent très près du centre. La vitesse des bulbes y est très grande au moment où la vitesse du halo est très petite. Donc une petite erreur sur la vitesse du bulbe peut en provoquer une beaucoup plus importante sur la vitesse du halo -en pourcentage relatif à la vitesse du halo. Mais, quand on observe (Figure (VI.3) (a)) les resultats obtenus pour la galaxie-test B(P)D(E), on constate que dans les regions où le halo devient important - après $r=2$. par exemple-, la précision acquise pour la vitesse du halo est plutot satisfaisante.... (entre 0.2 et 3.5 %).

Bien entendu, les problèmes les plus difficiles à résoudre sont rencontrés avec le bulbe $r^{1/4}$. Nous arrivons de nouveau à partager la densité entre les deux composantes d'une façon très satisfaisante. La vitesse du disque est toujours calculée avec la meme précision (quatrième chiffre). De son coté la précision de la vitesse du bulbe est aussi la meme que pour les tests individuels. La vitesse du halo est également très perturbée dans la région où la vitesse du bulbe est importante (figure (VI.4) (a)). Si nous adoptons le rapport M/L égal à 0.78 nous trouvons une vitesse pour le halo moins perturbée (figure (VI.4) (b)).



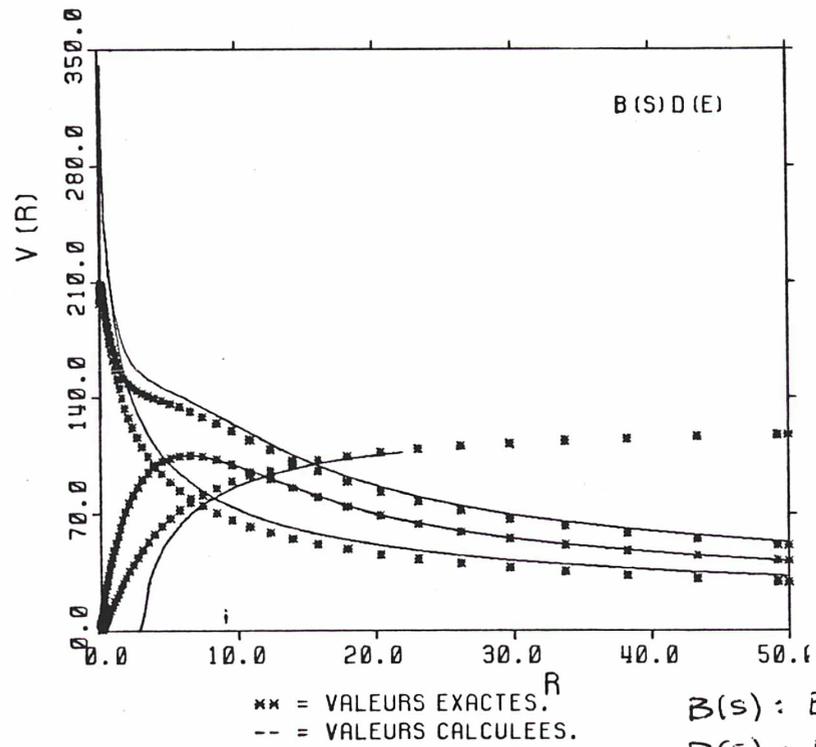
(a)

B(P) : Bulbe de Plumer
D(E) : Disque expon.



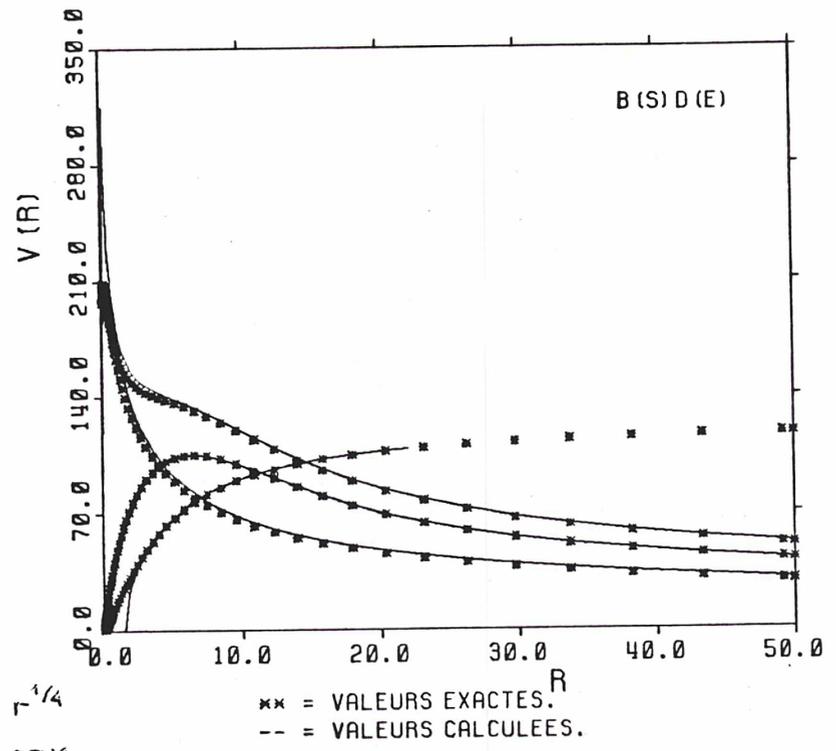
(b)

Figure (VII,3)



(a)

B(s) : Bulbe en $r^{-1/4}$
D(E) : Disque expon.



(b)

Figure (VII,4): A gauche c'est le cas $M/L = 1$ et à droite le cas $M/L = 0.93$.

D'autre part, la masse totale qu' on calcule pour le halo est très près de la vérité. En effet on trouve la masse du halo égale à 600.5 unités - erreur 0.1%- , quand on étudie le bulbe de Plummer ou le bulbe homogène, et une masse du halo égale à 607 unités -erreur 1%- quand il s' agit du bulbe $r^{1/4}$.

Etudions maintenant l' influence qu' une modification du rapport de masse des trois composantes, a sur le résultat final. Comme on s'y attend, le résultat du disque reste aussi précis. Le résultat du bulbe aussi ne se modifie pas. Par contre la vitesse du halo se trouve sensiblement influencée. Dans le premier cas où $M(\text{disque})=M(\text{bulbe})=M(\text{halo})=100$, à l' intérieur du bulbe, la vitesse du halo est très petite par rapport à la vitesse du bulbe. Ainsi une imprécision sur la vitesse du bulbe de l' ordre de 1% provoque une erreur relative au calcul de la vitesse du halo bien plus importante.

ii) Galaxies-tests qui possèdent un disque de Toomre.

Notre travail se complique nettement quand on remplace le disque exponentiel par un disque de Toomre. La démonstration se trouve à la figure (VI.5) où nous avons essayé d' ajuster sur la partie centrale de ce disque une ligne droite, c' est-à-dire un disque exponentiel. L' ajustement semble être bien fait, malheureusement la partie qui est ajoutée au disque tout près du centre est beaucoup plus petite que l' excédent du disque par rapport à l' exponentielle d' ajustement. Figure (VI.6) on peut voir la différence entraînée sur la vitesse de rotation par cet ajustement. Là nous pouvons constater facilement que la courbe calculée est toujours plus basse que la courbe théorique -si $r > 0.5$ - et que la position du maximum est légèrement déplacée. Si nous calculons la masse du disque de Toomre à l' intérieur du rayon $r=5$ et si nous la comparons à la masse qui correspond au disque exponentiel de l' ajustement, à l' intérieur du même rayon bien entendu, nous trouvons une différence de 7%. Et c' est cette différence qui crée l' écart entre la vitesse que nous calculons et la vitesse théorique. En ce qui concerne la masse totale du disque, elle a été trouvée, après l' ajustement, égale à 289.5 au lieu de 300, c' est à dire qu' elle présente une erreur de 3.5%.

Ce problème doit s' aggraver quand on ajoute à la densité du disque celle d' un bulbe. Là, afin d' arriver à un résultat satisfaisant, nous sommes obligés de tricher. Au lieu d' estimer à l' oeil la répartition de la densité totale entre le bulbe et le disque, nous l' estimons à partir de la masse totale que le programme a calculée pour les deux composantes. Au delà d' un rayon qui est très proche du rayon du bulbe, la vitesse de rotation qui correspond à chacune des deux composantes redevient très précise. Mais le résultat final n' est pas tout-à-fait satisfaisant, parce que à l' intérieur du bulbe la forme de deux courbes de rotation -du bulbe et du disque- a été nettement modifiée. Les conséquences sont bien visibles dans la figure (VI.3) (b).

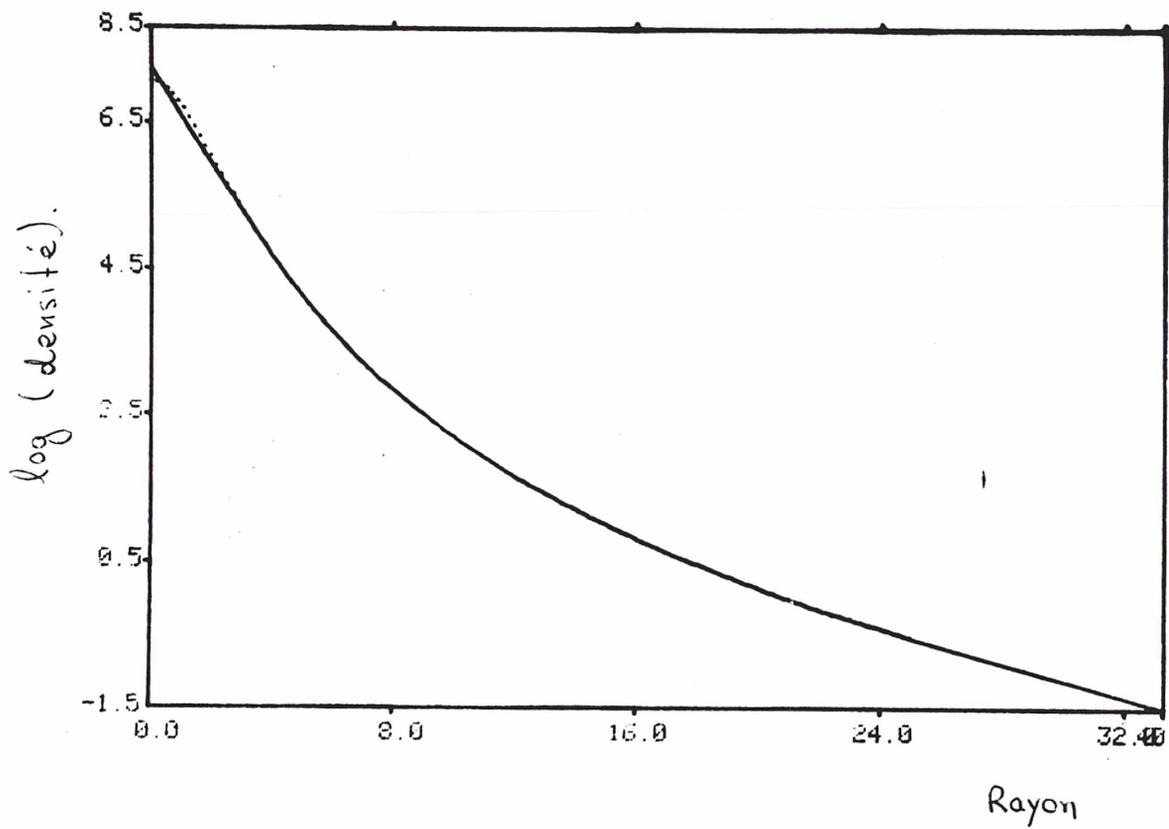


Figure (VI.5): La ligne pointillée définit la densité superficielle du disque de Toomre. La ligne continue indique l'ajustement d'un disque exponentiel sur la partie centrale.

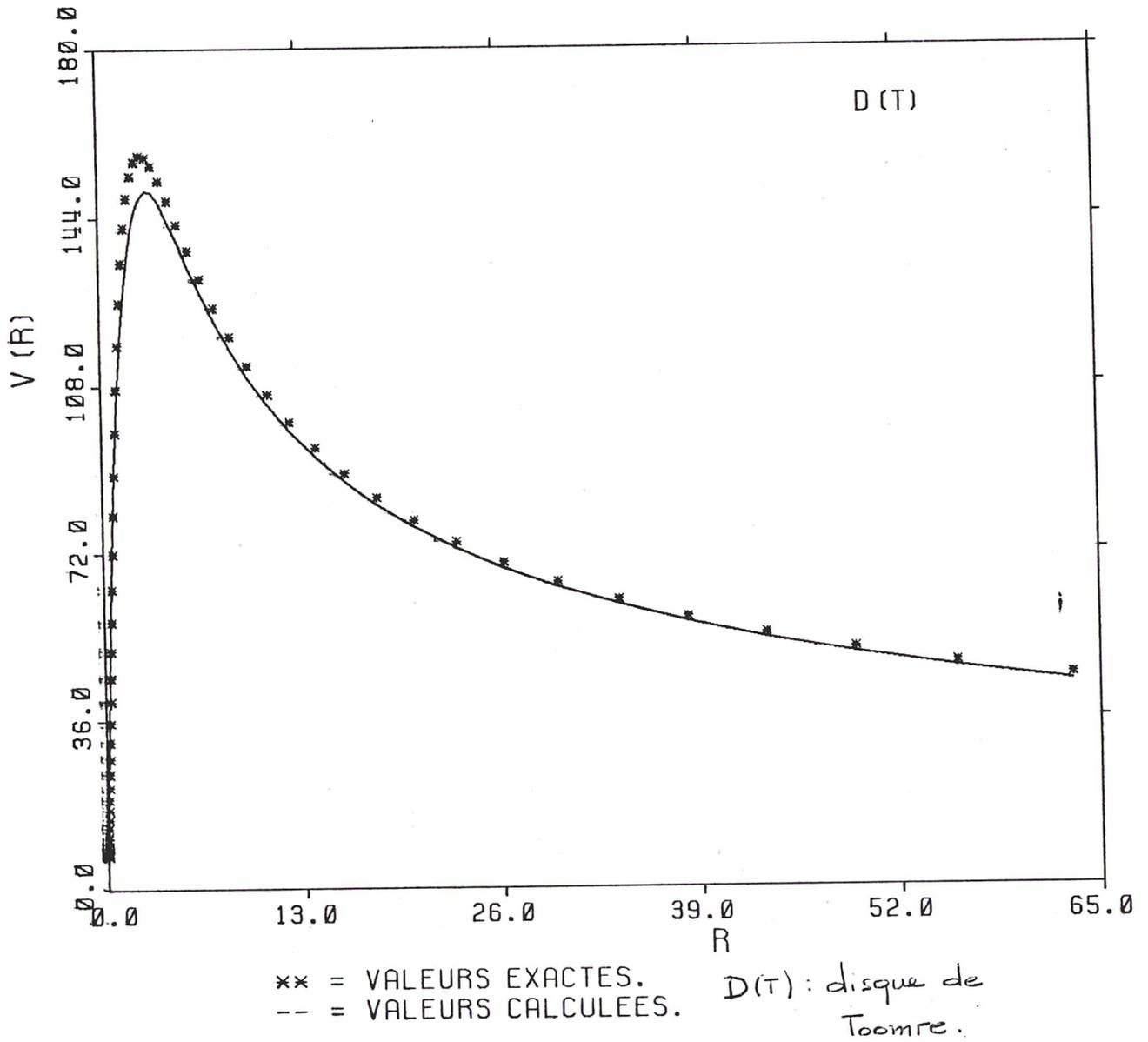


Figure: (VI, 6) La vitesse de rotation circulaire d' un disque de Toomre. Les asterisques montrent la vitesse théorique et la ligne continue la vitesse calculée après l' ajustement d' un disque exponentiel sur sa partie centrale.

Examinons maintenant l' influence que le choix du rapport de masse des trois composantes a sur ces résultats. Comme auparavant nous constatons que l' existence d' un bulbe suffisamment massif par rapport au halo entraîne sur la vitesse du halo une erreur assez sensible près du centre.

C) Conclusions:

Cette serie de tests nous a permise de nous assurer du fonctionnement correcte de notre programme et elle nous a conduit vers des conclusions d' ordre astrophysique assez interessantes:

i) Les bulbes galactiques ne suivent pas rigoureusement la loi en $r^{1/4}$ très près du centre.

ii) Si les disques galactiques ne sont pas des disques exponentiels à l' interieur du bulbe (où le programme les extrapole exponentiellement), mais des disques de Toomre (où la courbe de la densité devient concave près du centre), l' erreur entraînée sur la vitesse du bulbe est sensible tandis que l' erreur entraînée sur la vitesse de l' ensemble Bulbe+Disque est plutot negligeeable.

iii) La vitesse du halo à l' interieur du bulbe est assez imprécise, surtout quand le bulbe est important par rapport au halo. Ce fait combiné avec la mauvaise qualité des données observées très près du centre, montre que la précision de la vitesse du halo est discutable pour cette région.

CHAPITRE VII : EXEMPLES D' APLICATION DU PROGRAMME:

Dans ce chapitre nous montrerons l'application du programme que nous venons de décrire, à quelques galaxies appartenant à notre échantillon.

i) NGC 488

Pour cette galaxie nous possédons deux séries de données photométriques, celles de Boroson (1981) et celles de Kent (1984). Ici nous présenterons les résultats obtenus à l'aide des données de Boroson. Les données cinématiques sont de Peterson, (il s'agit du modèle que Peterson ajuste aux points observés). Elles n'arrivent pas suffisamment loin du centre. En effet le dernier point observé est à une distance de 21.3 Kpc, tandis que le rayon de l'isophote de 25 mag/arcsec² est égal à 36.4 Kpc. D'autre part, NGC 488 possède une structure spirale à deux bras qui s'étend jusqu'à la distance de 21.3 Kpc.

La solution "halo minimum" pour cette galaxie est une solution sans halo. Sur la figure (488,1) nous pouvons voir la solution qui correspond à un M/L(disque) = 4.2 et à un M/L(bulbe) = 5.29. Nous constatons que, excepté la région centrale (les premiers cinq points), l'ajustement de la courbe de rotation observée par la courbe calculée est assez satisfaisant. Par contre il y a un problème pour la région centrale où la courbe observée monte plus brusquement que la courbe calculée. C'est une région où la vitesse de rotation (la vitesse calculée) est due principalement au bulbe et c'est la forme de la courbe de rotation du bulbe qui produit la forme de la courbe de rotation générale. Mais en ce qui concerne le cas que nous étudions, la forme de la courbe de rotation du bulbe est incompatible avec la forme de la courbe observée, ce qui met en évidence l'incompatibilité existant entre les données photométriques et les données cinématiques, très près du centre. D'ailleurs, comme on l'a dit dans l'introduction, souvent, très près du centre, la qualité des données observées n'est pas très bonne.

Dans les figures suivantes (488,2,3,4 et 5) nous pouvons voir l'amplification de l'onde spirale correspondant à la courbe de rotation observée et à la courbe calculée, qu'on obtient si on adopte la solution sans halo. L'amplification qu'on trouve pour une structure à deux bras ($m=2$), semble nous convenir. Mais cette solution présente aussi une amplification assez forte pour une structure à un bras (tandis que la galaxie ne présente aucune trace de structure à un bras), ce qui signifie que nous avons choisi pour le disque un M/L trop grand.

Alors il nous faut revenir à notre décision et diminuer le M/L(disque) de cette galaxie. Nous allons diminuer progressivement la valeur du M/L, en cherchant le plus grand rapport M/L, qui amènera l'amplification pour $m=1$ à un niveau acceptable. Ainsi la solution proposée continue à être une

solution de minimum halo, compatible avec les contraintes posées par la structure spirale.

Bien sur une baisse de la valeur du M/L du disque, entrainera automatiquement l'existence d'un halo, ce qui est montré dans les figures suivantes (488,6,7,8,9,10 et 11), où le M/L du disque est égal à 2.72. L'amplification pour $m=2$ est maintenant sensiblement diminuée mais elle reste suffisamment grande pour justifier la structure observée, tandis que l'amplification qui correspond à $m=1$ est, elle aussi, suffisamment petite.

La galaxie NGC 488 est un cas où la solution retenue coïncide avec la solution "halo monotone". La courbe de densité du halo n'est pas vraiment monotone, dans le sens strict du terme, mais malgré les petites oscillations qu'elle présente, elle a dans l'ensemble une nette tendance à décroître avec le rayon.

Dans les cinq dernières figures nous présentons une solution qui dépasse l'autre extrême limite pour le rapport M/L du disque. L'amplification correspondant à cette solution pour $m=2$ est excessivement petite et cette solution tout-à-fait inacceptable.

Description des figures:

Sur la première figure, le carré de gauche a comme axes le rayon en abscisses et le logarithme Népérien de la densité surfacique en ordonnées. La courbe qui est constituée d'étoiles représente la densité totale de la galaxie correspondant à la luminosité observée. Elle correspond à la valeur:
 $M/L(\text{bulbe}) = M/L(\text{disque}) = 1.$

La ligne continue indique la densité surfacique du disque. La différence qui existe entre les deux courbes de la partie centrale est considérée comme la densité projetée du bulbe.

Dans le carré de droite nous avons la représentation de la vitesse en fonction du rayon. La courbe-étoiles est la courbe de rotation observée, les deux courbes en pointillé montrent la vitesse de rotation du bulbe et du disque et la courbe continue est la somme de la vitesse du bulbe et du disque (ou plus exactement la racine carrée de la somme des deux vitesses au carré).

Dans la figure suivante, à gauche, nous pouvons voir le lissage de la courbe de rotation observée que nous obtenons à l'aide du programme des splines. La courbe continue est la vitesse observée et la courbe en pointillé est la courbe lissée. À droite nous avons la courbe à partir de laquelle nous calculons l'amplification correspondant à la courbe calculée. La courbe-étoiles est toujours la courbe observée, les deux courbes continues représentent le bulbe et le disque et la courbe en pointillé est la courbe de rotation de la galaxie que nous avons calculé. Cette dernière comporte une centaine de points et c'est sur ces points que l'amplification est calculée.

La figure suivante contient quatre carrés qui nous montrent tous les paramètres qui sont nécessaires au calcul de l'amplification.

i) Carré en haut à gauche: La courbe en pointillé supérieure représente la vitesse angulaire en fonction de la distance au centre $\Omega(r)$ et l'inférieure la fréquence épicyclique $\kappa(r)$. Les deux courbes continues décrivent les quantités: $\Omega(r) + \kappa(r)/m$ et $\Omega(r) - \kappa(r)/m$ où m est le nombre de bras spiraux.

ii) Carré en haut à droite: Ici nous avons les valeurs du paramètre Γ (voir le chapitre IV sur notre méthode), en fonction du rayon.

iii) Carré en bas à droite: Les valeurs du paramètre X en fonction du rayon.

iv) Carré en bas à gauche: Ici nous trouvons le résultat final. La courbe continue (supérieure) indique l'amplification de l'onde spirale correspondant à la valeur $Q=1.2$. La courbe en pointillé (médiane) correspond à l'amplification obtenue pour $Q=1.5$, tandis que la dernière courbe (étoiles) correspond à $Q=2$.

Dans le carré où se présentent les courbes Ω , κ etc, nous avons aussi des informations concernant le nombre de bras spiraux et la courbe (calculée ou observée) à partir desquels nous avons calculé l'amplification.

Sur les figures suivantes nous voyons la deuxième solution (solution avec halo). Tout d'abord il y a une cinquième courbe qui a fait son apparition dans le carré des vitesses. Il s'agit de la courbe continue inférieure, qui représente la vitesse du halo. Sur le carré d'à côté on trouve la densité volumique du halo sur une échelle logarithmique (courbe en pointillé), sur laquelle on ajuste une ligne droite (notre premier modèle pour le halo). La pente de cette droite ("dir.coef." sur les figures) et le coefficient de corrélation sont aussi indiqués sur cette figure.

Juste après nous voyons l'ajustement de la courbe de rotation d'une sphère isotherme sur la vitesse du halo (ligne-étoiles).

La courbe calculée sur laquelle nous allons baser le calcul de l'amplification utilise comme vitesse du halo, la vitesse de la sphère isotherme, comme nous le montrons sur la figure (488,7).

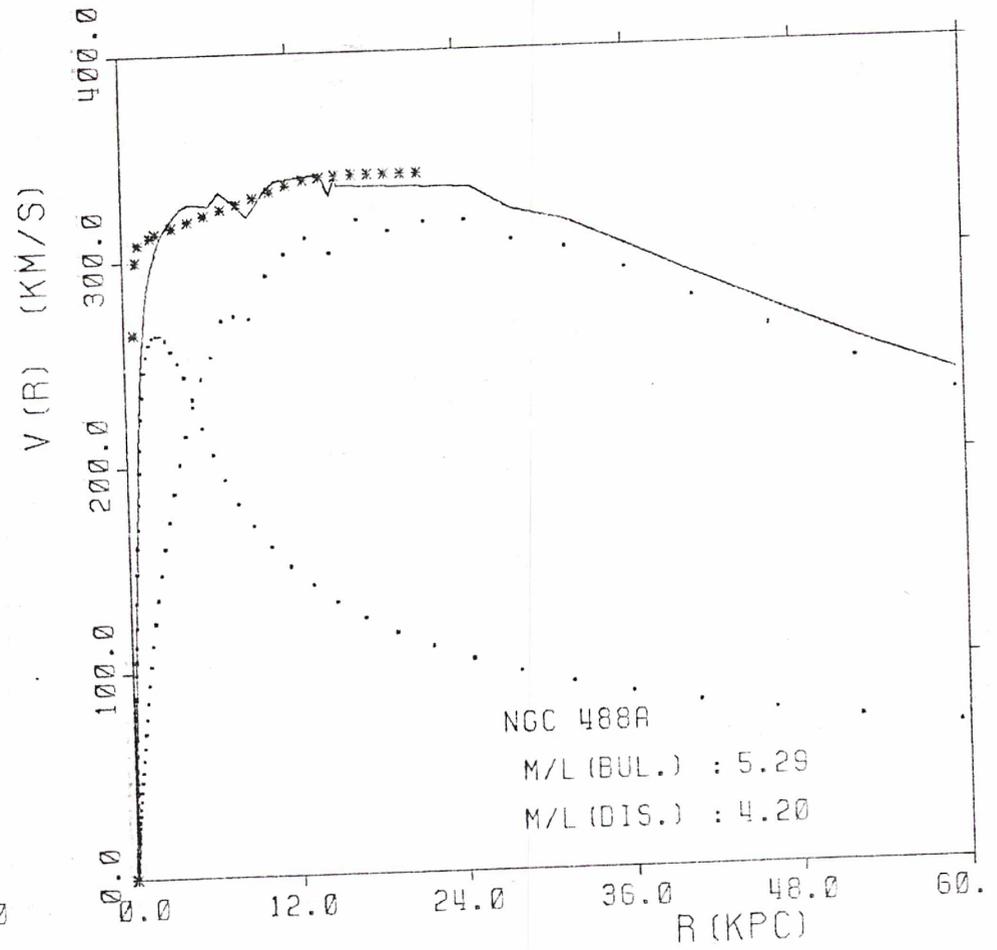
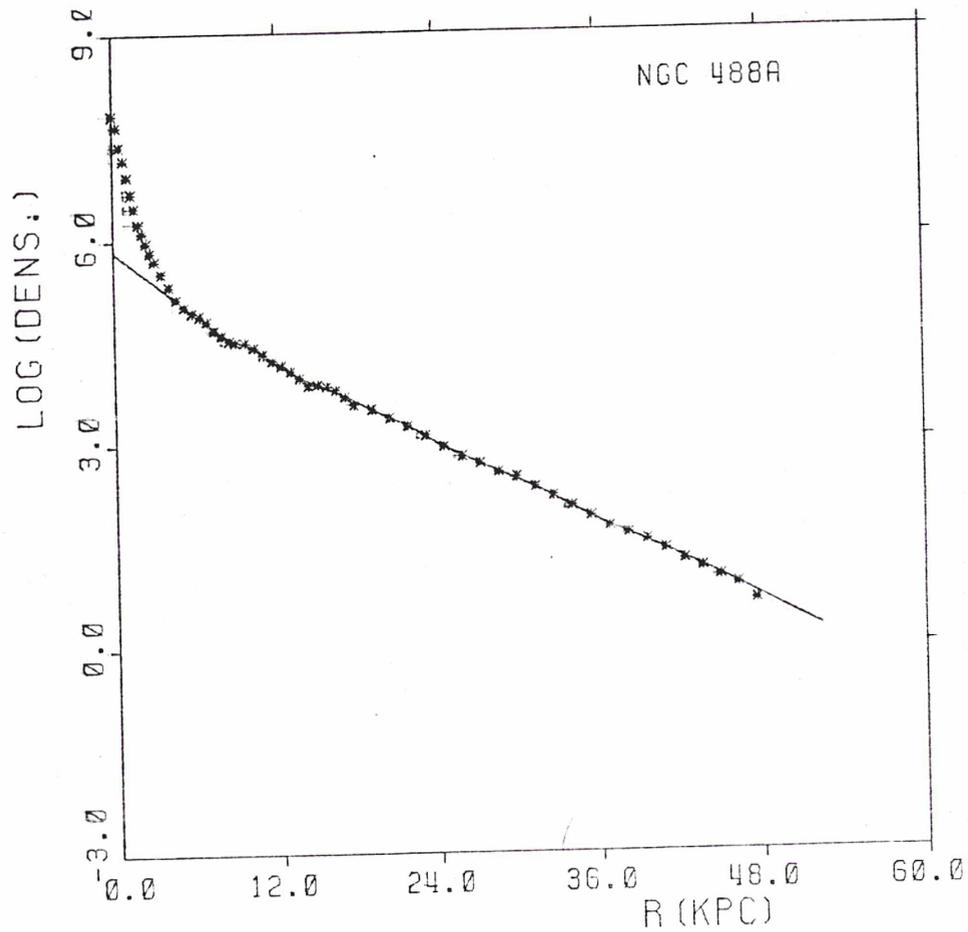
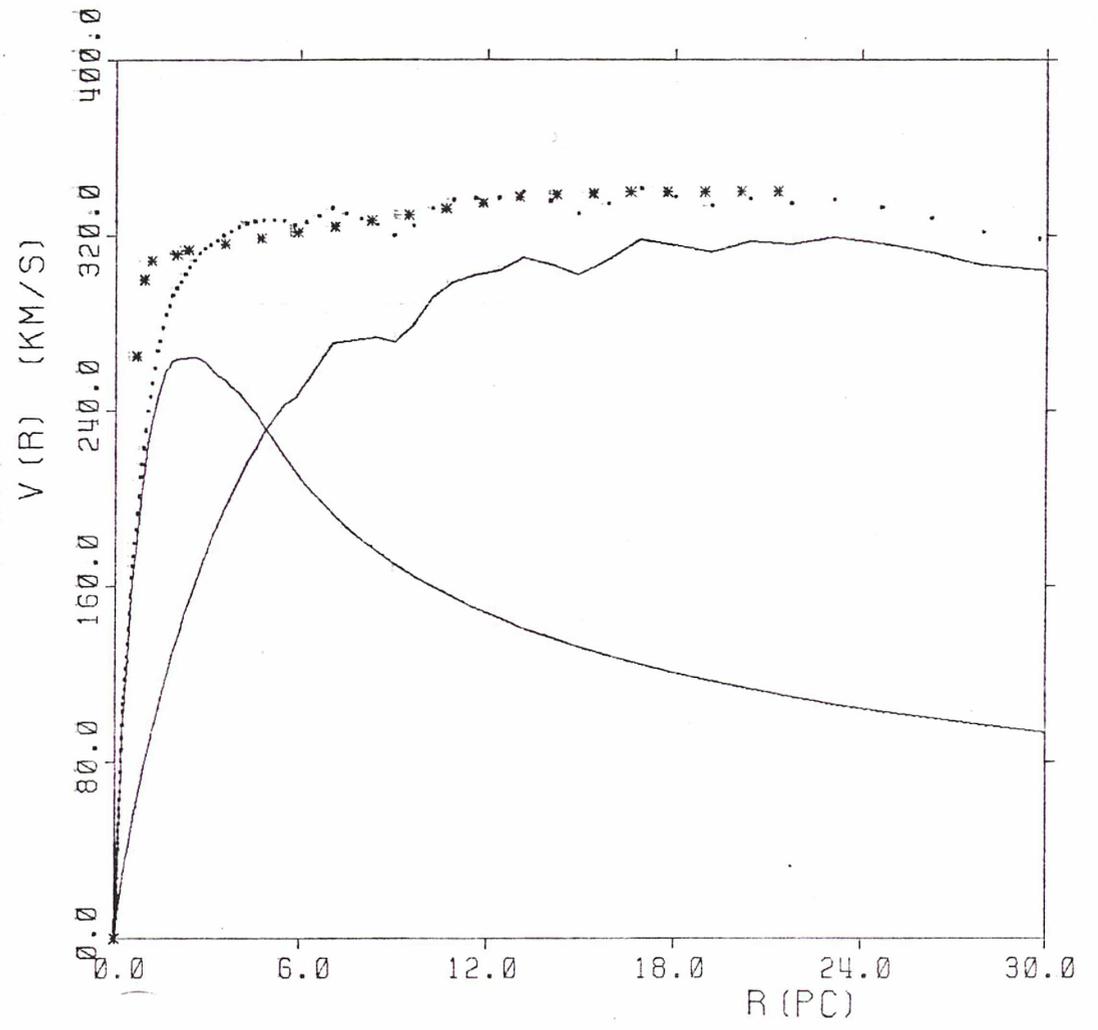
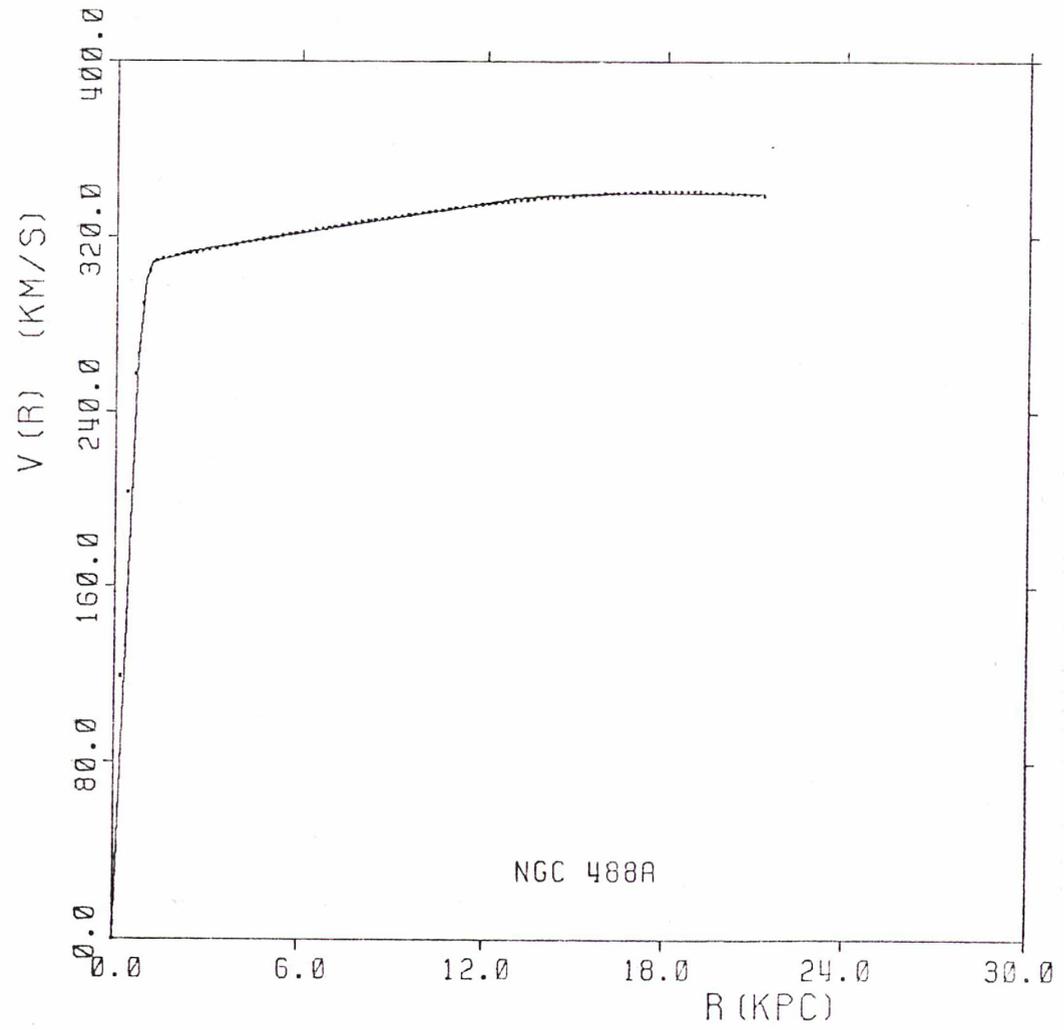
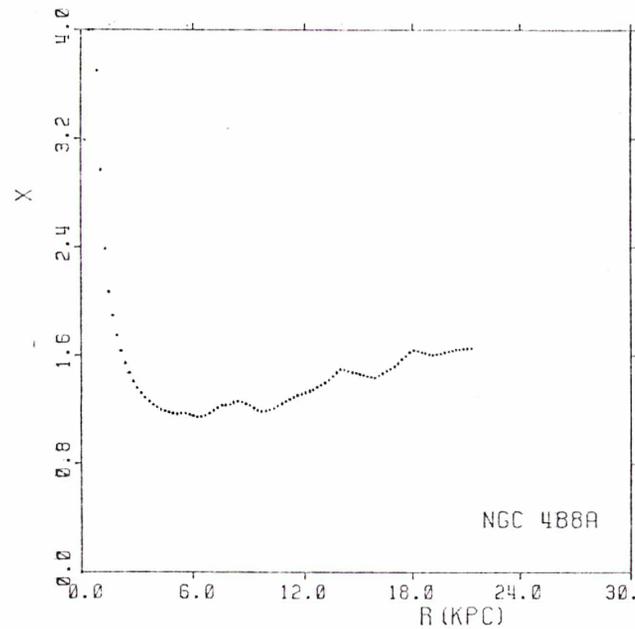
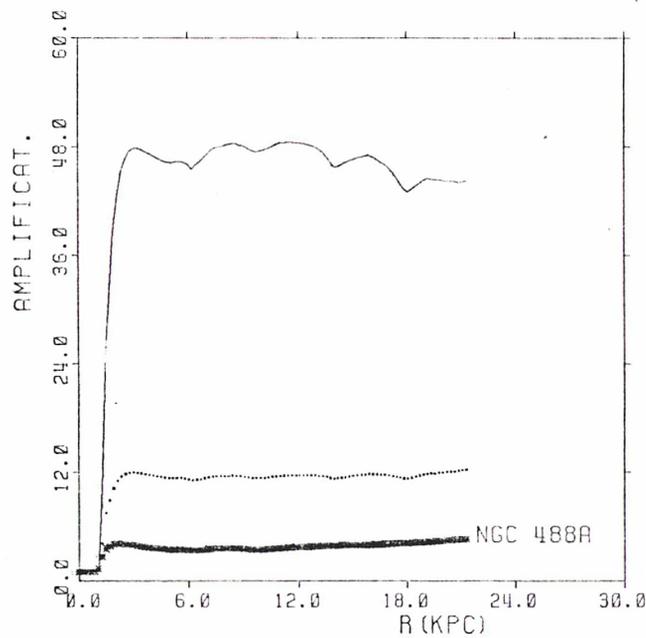
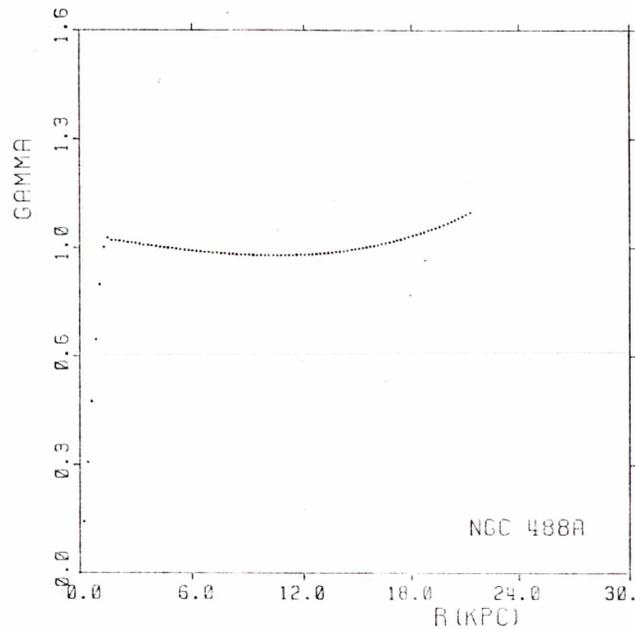
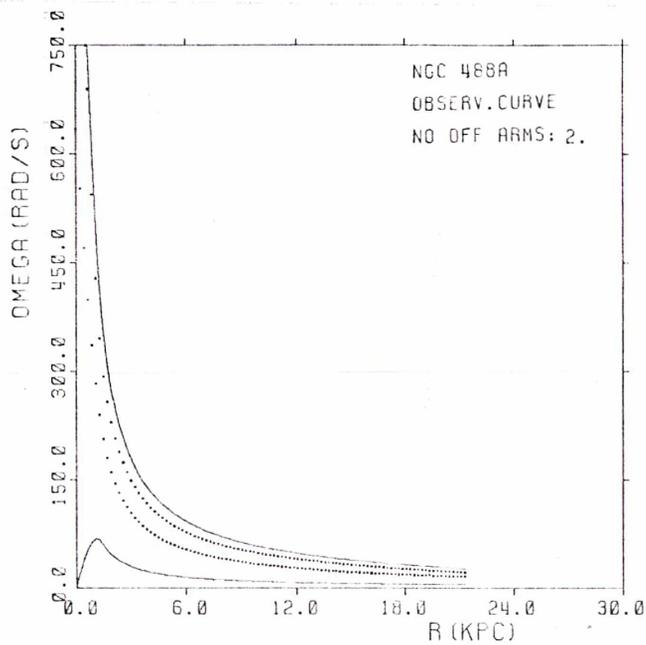


Figure (488,1) A gauche nous avons la photometrie-densité de la galaxie. La courbe-étoiles contient les points observés, tandis que la ligne continue indique la densité du disque. A droite nous avons la courbe de rotation observée (étoiles), la courbe que nous avons calculé pour le bulbe et le disque (en pointillé) et leur somme (ligne continué).



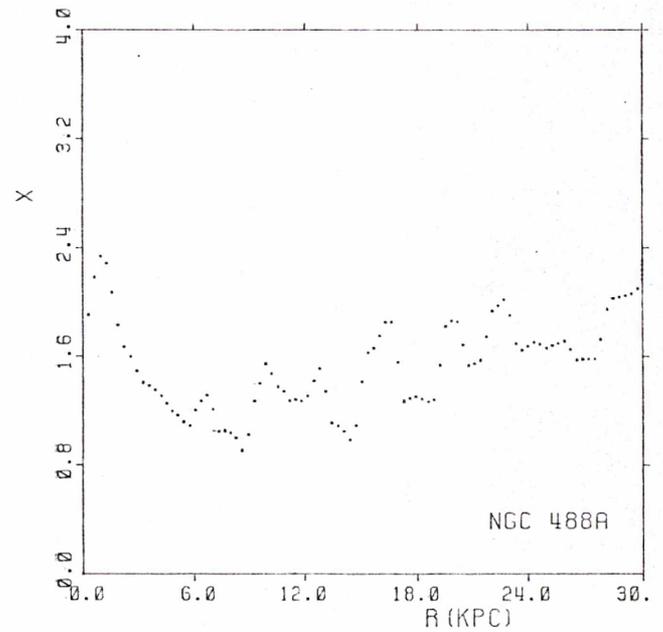
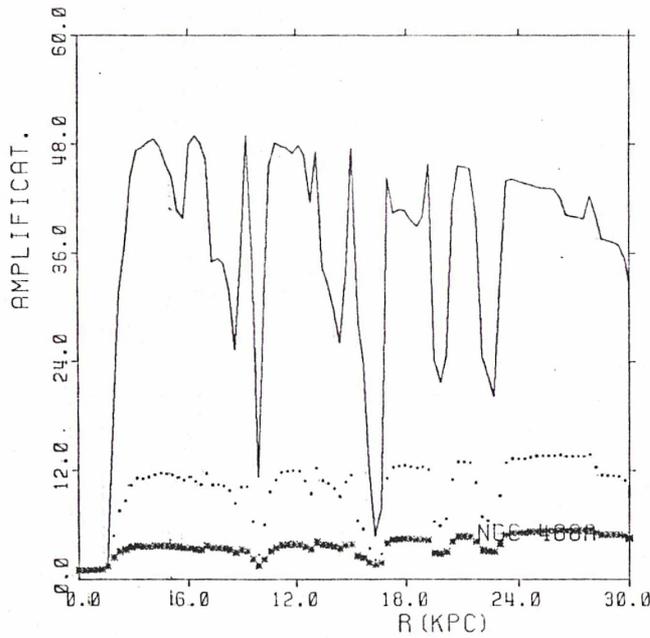
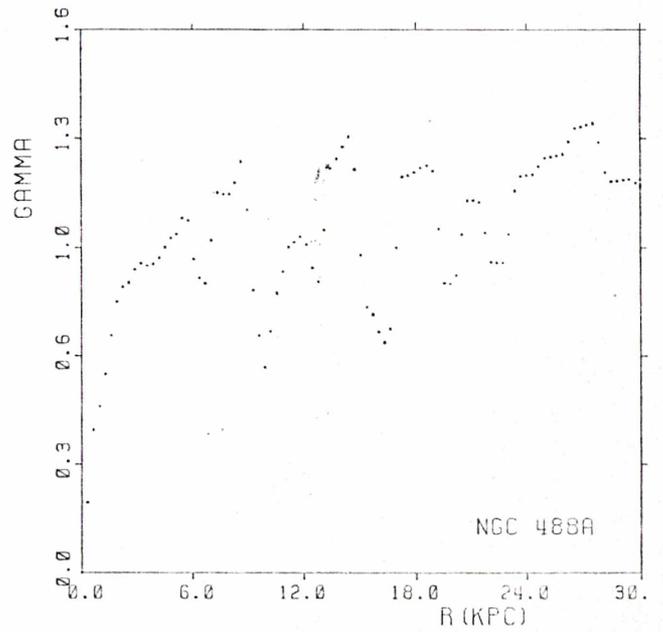
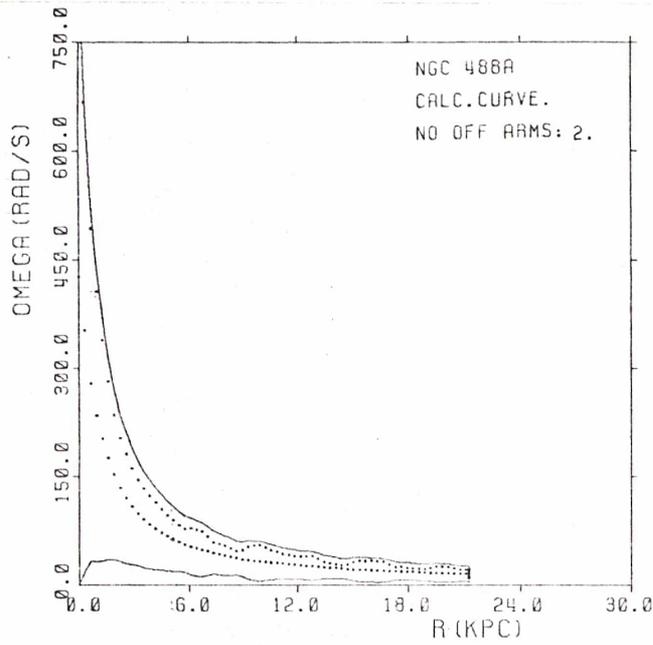
$$M/L (D) = 4.20$$

Figure(488,2): A gauche nous avons la vitesse observée (ligne continue) et la courbe lissée (en pointillé). A droite la vitesse observée (étoiles), la vitesse calculé du bulbe et du disque (ligne continue) et la vitesse de rotation dite calculée sur la quelle nous allons calculer l' amplification.



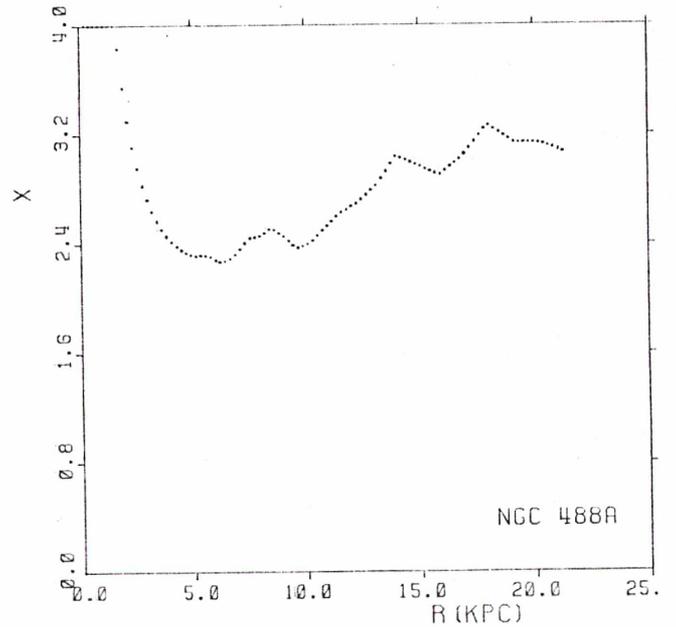
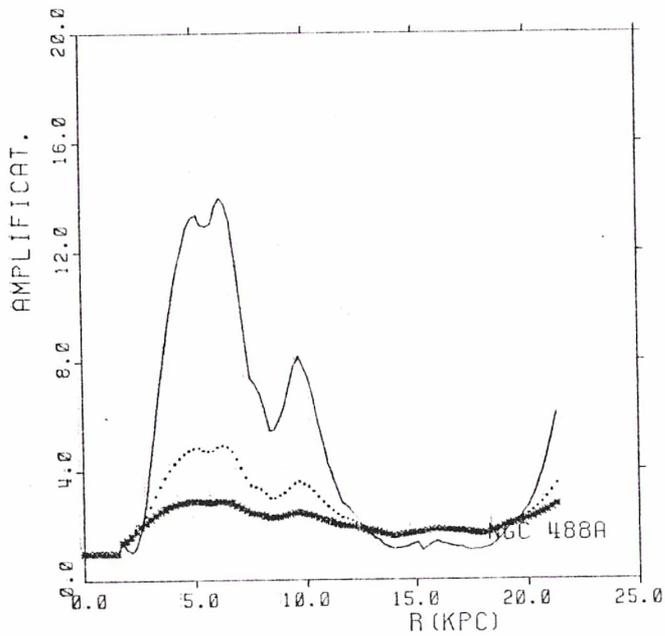
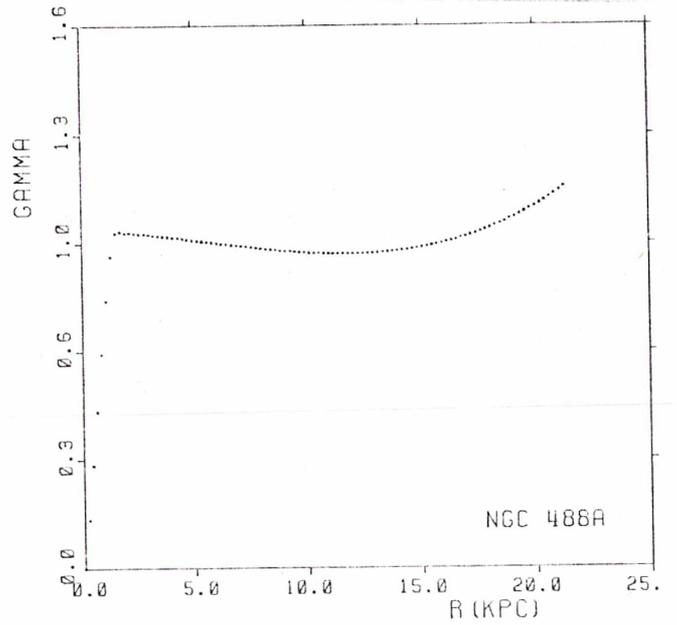
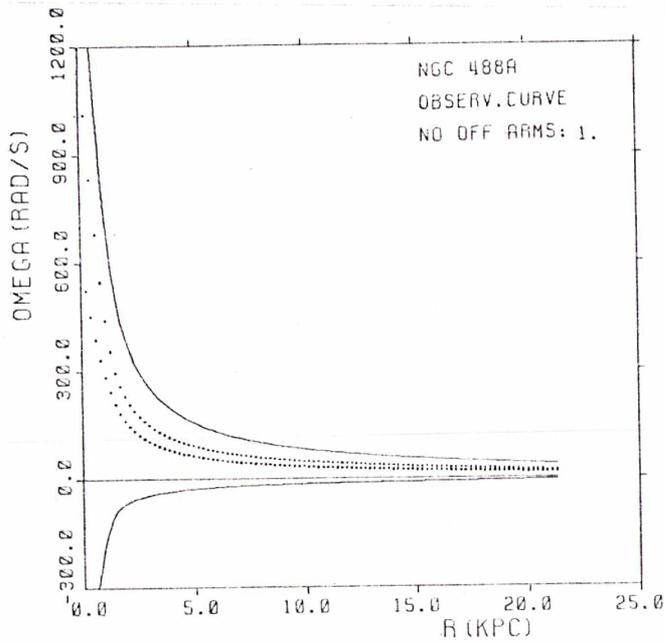
$$M/L(D) = 4.20$$

Figure(488,3): En haut à gauche nous avons la représentation du OMEGA, KAPA, OMEGA+KAPA/2 et OMEGA-KAPA/2. En haut à droite le paramètre GAMMA(r), en bas à droite le paramètre X(r) et en bas à gauche l'amplification calculée pour Q=1.2 (ligne continue), Q=1.5 (ligne en pointillé) et Q=2 (étoiles).



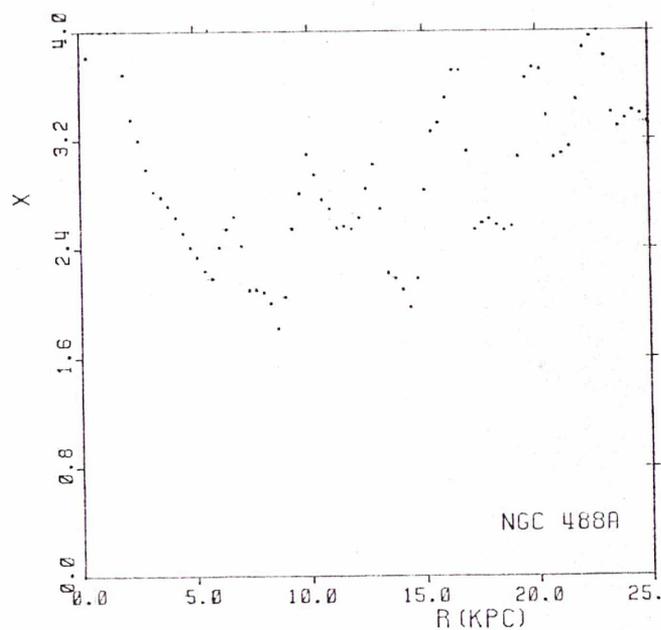
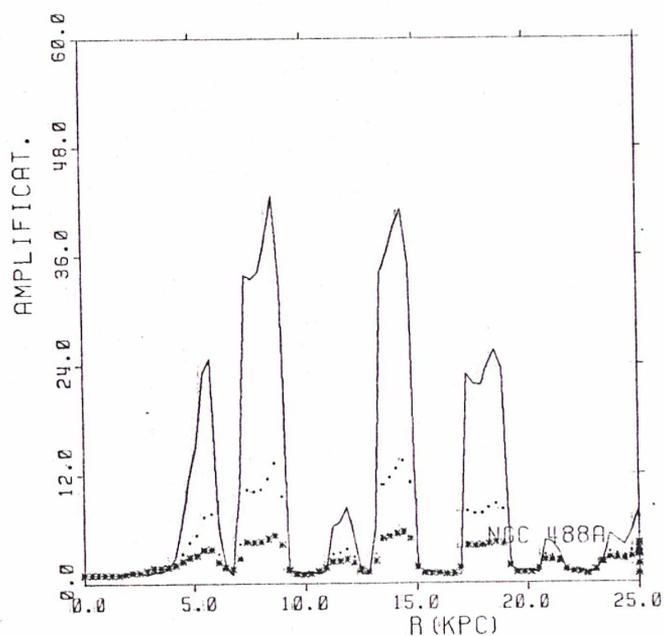
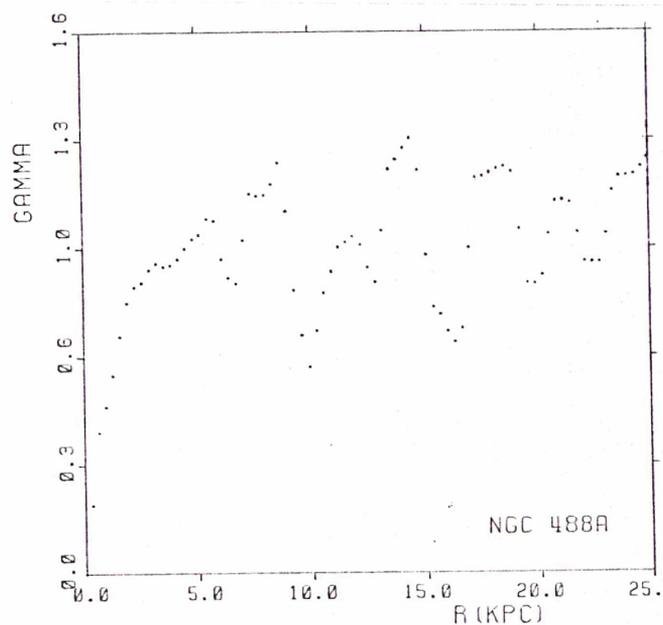
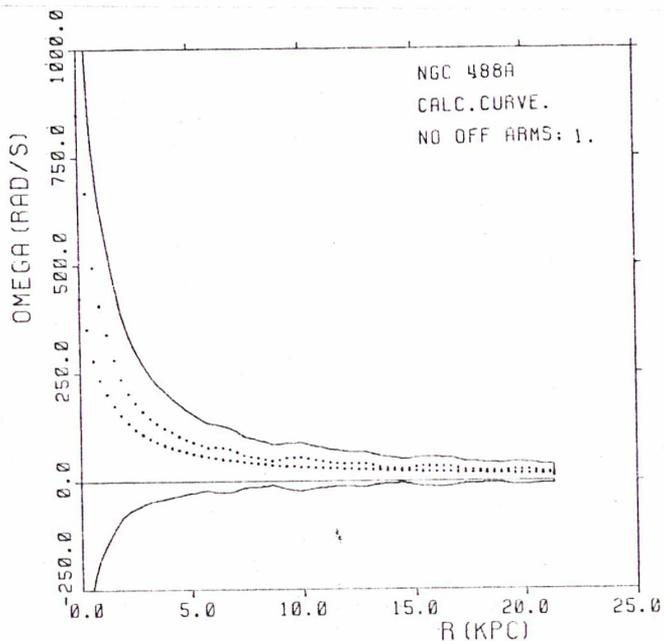
$$M/L(D) = 4.20$$

Figure (488,4): En haut à gauche nous avons la représentation du OMEGA, KAPA, OMEGA+KAPA/2 et OMEGA-KAPA/2. En haut à droite le paramètre GAMMA(r), en bas à droite le paramètre X(r) et en bas à gauche l'amplification calculée pour Q=1.2 (ligne continue), Q=1.5 (ligne en pointillé) et Q=2 (étoiles).



$$M/L(D) = 4.20$$

Figure(488,S): En haut à gauche nous avons la représentation du OMEGA, KAPA, OMEGA-KAPA et OMEGA-KAPA. En haut à droite le paramètre GAMMA(r), en bas à droite le paramètre X(r) et en bas à gauche l'amplification calculée pour Q=1.2 (ligne continue), Q=1.5 (ligne en pointillé) et Q=2 (étoiles).



$$M/L(D) = 4.20$$

Figure (488,6): En haut à gauche nous avons la représentation du OMEGA, KAPA, OMEGA+KAPA et OMEGA-KAPA. En haut à droite le paramètre GAMMA(r), en bas à droite le paramètre X(r) et en bas à gauche l'amplification calculée pour Q=1.2 (ligne continue), Q=1.5 (ligne en pointillé) et Q=2 (étoiles).

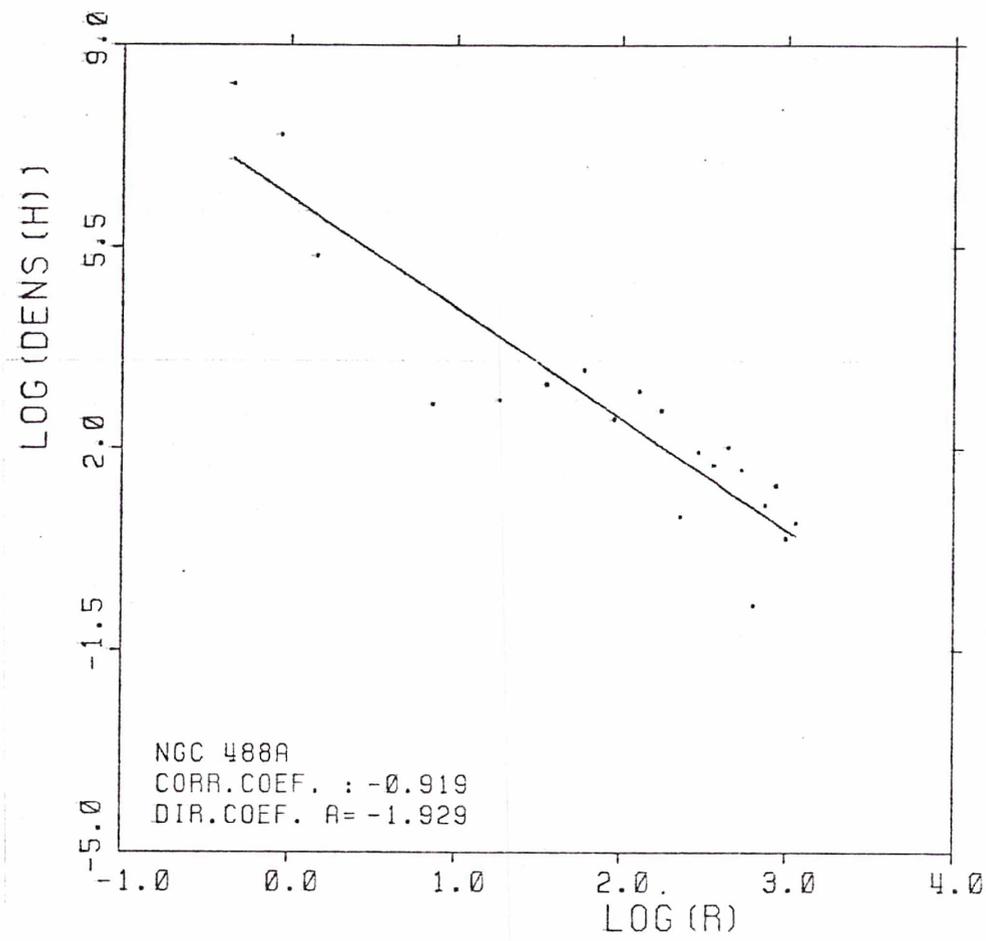
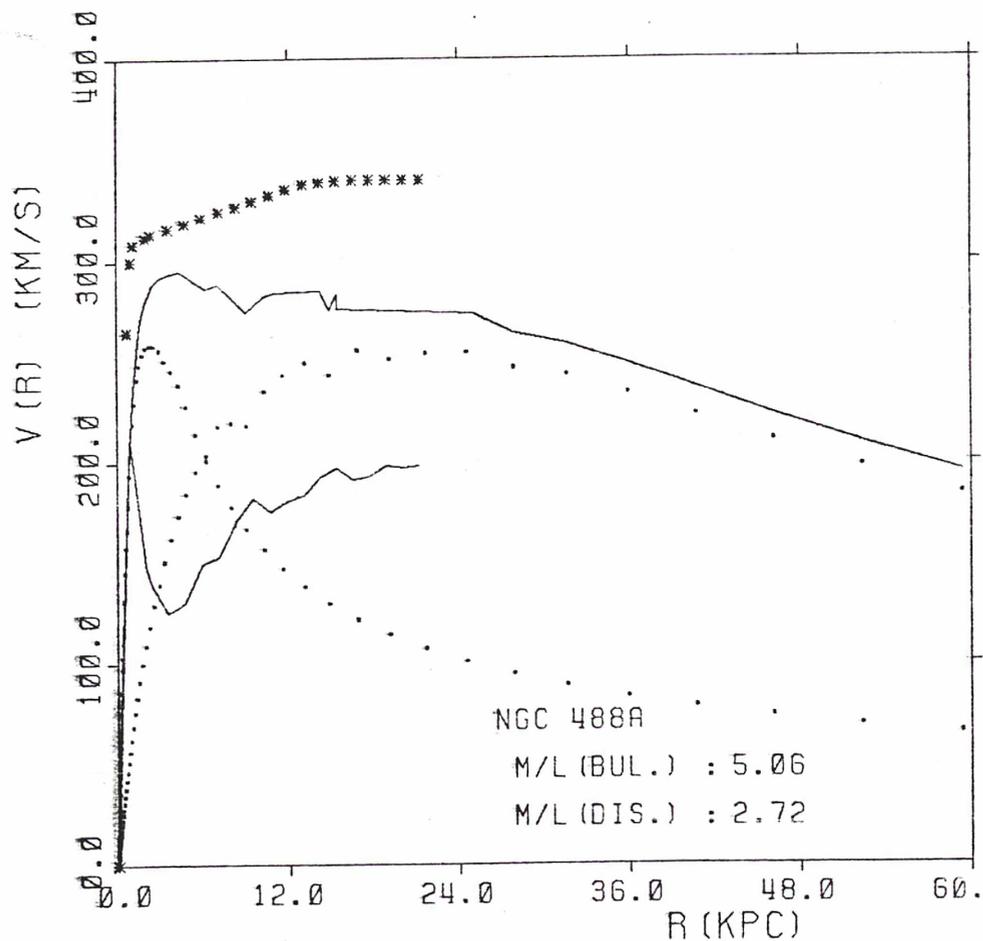
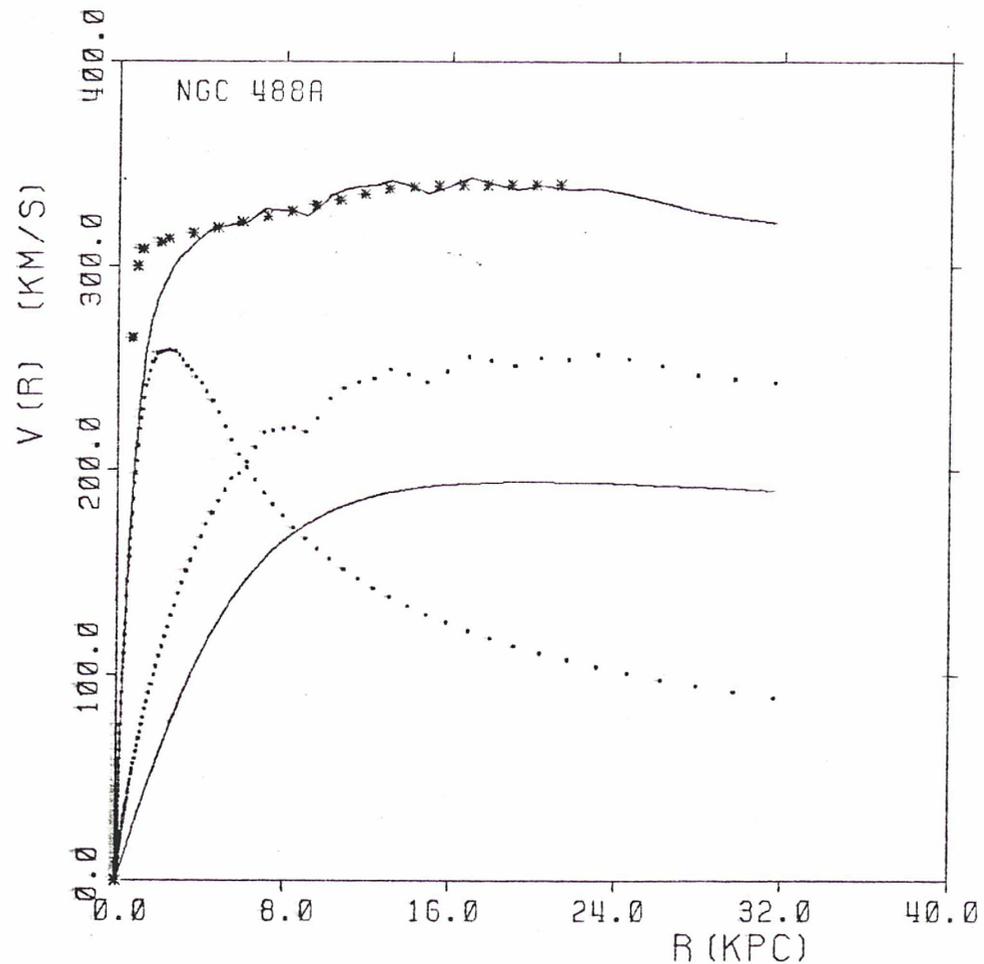
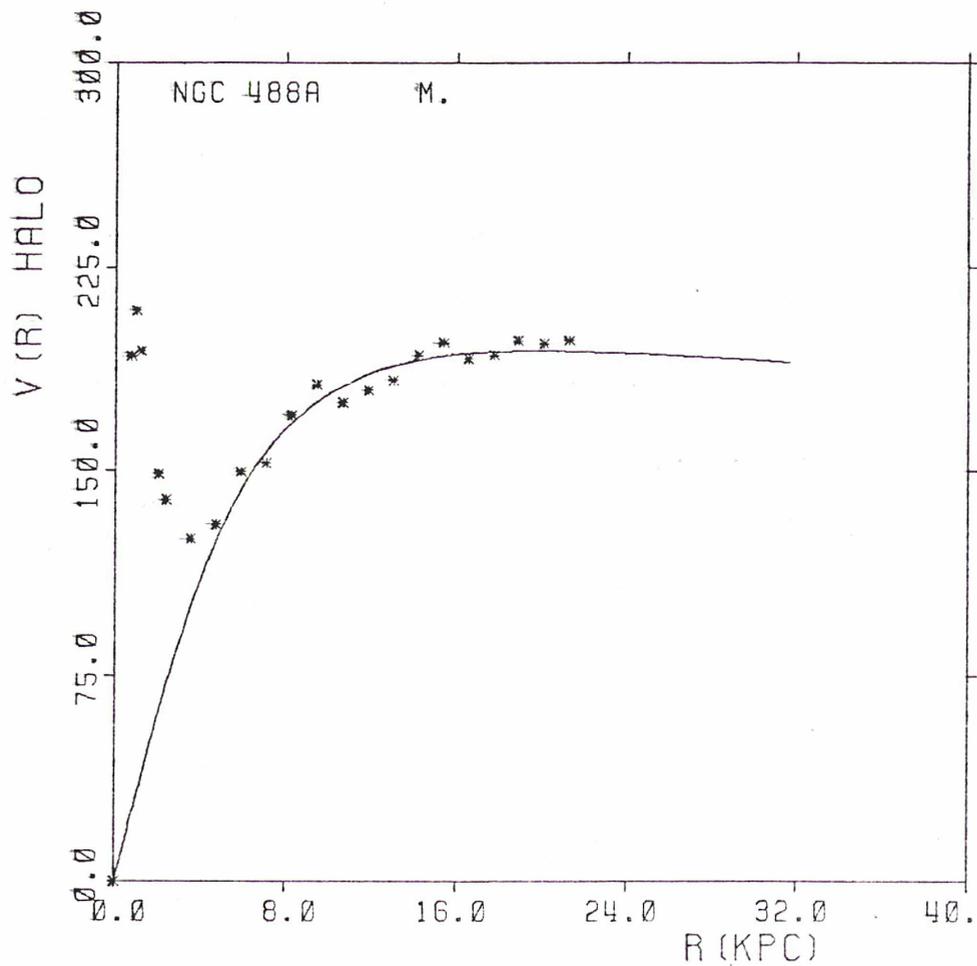
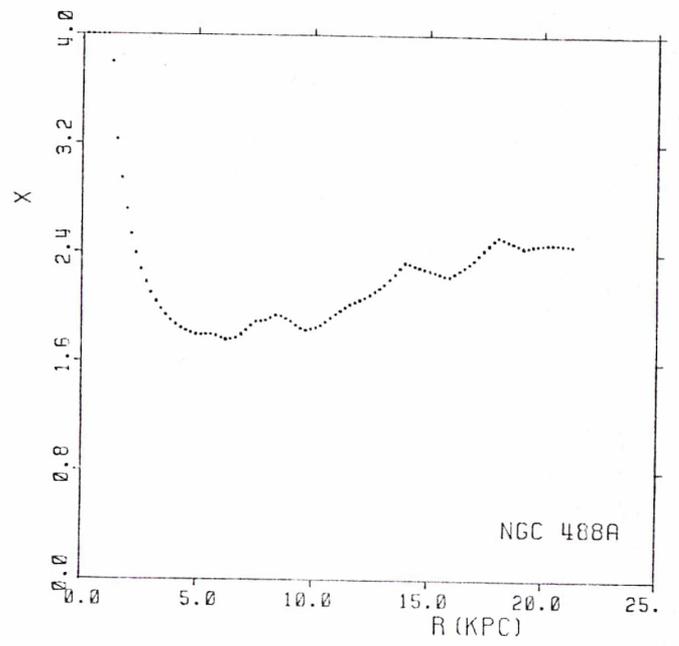
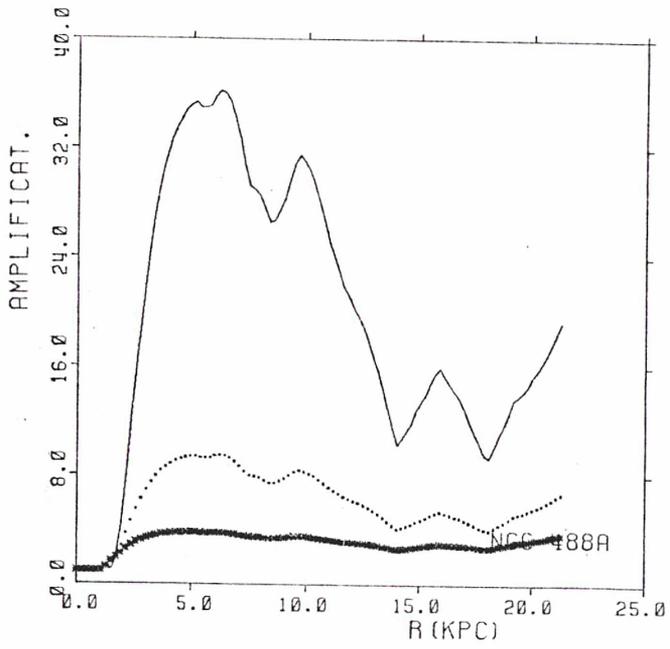
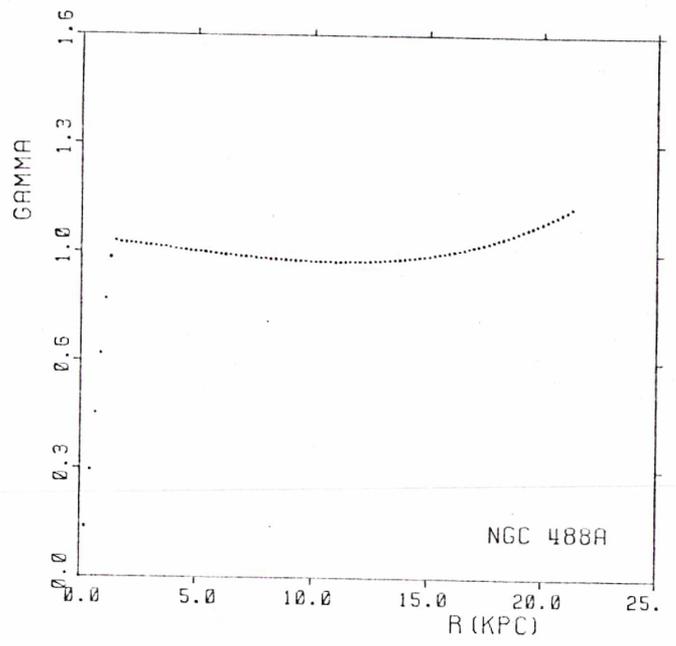
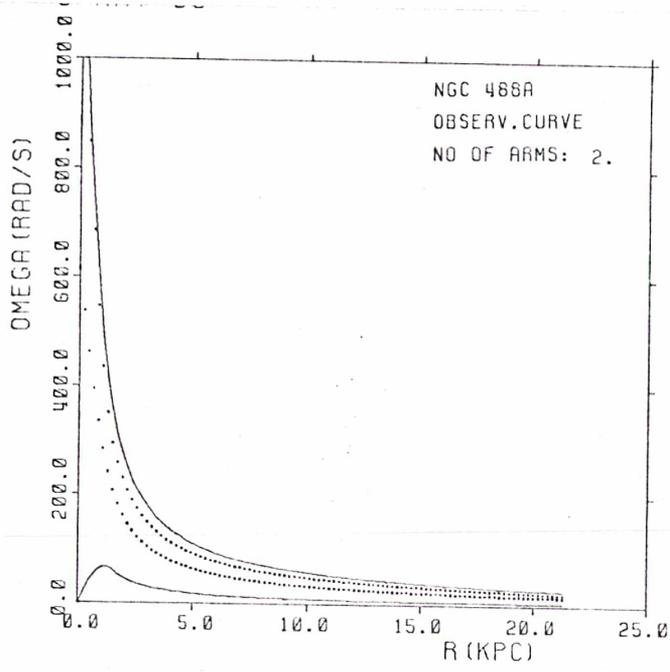


Figure (488A): A gauche nous avons la courbe de rotation observée (étoiles), la courbe que nous avons calculé pour le bulbe et le disque (en pointillé) leur somme (ligne continue supérieure) et la courbe de rotation du halo (ligne continue inférieure). A droite nous avons la représentation de la densité du halo (ligne en pointillé) et son ajustement par une droite.



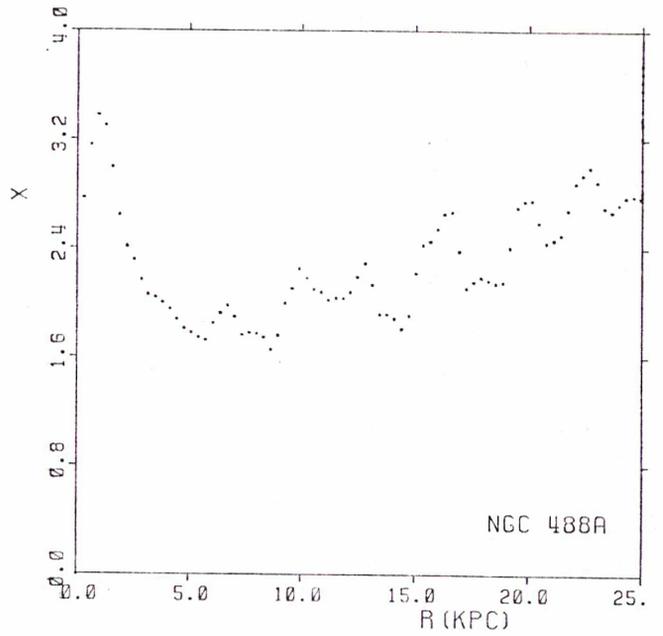
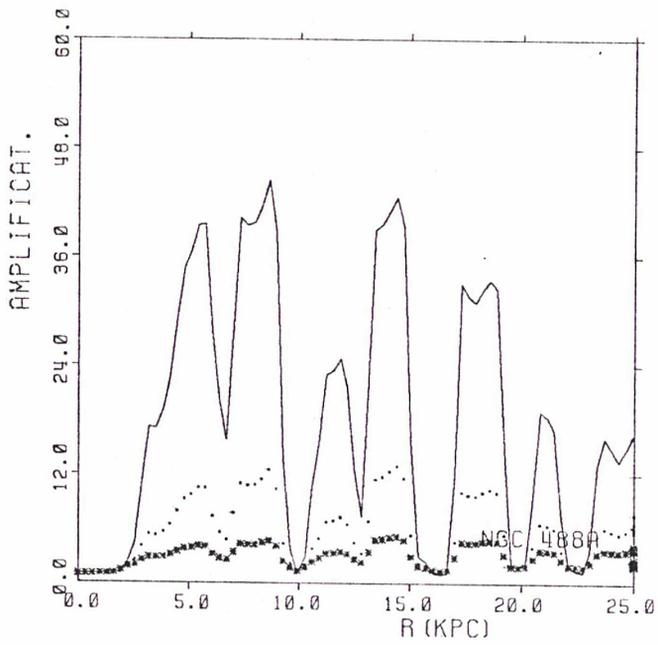
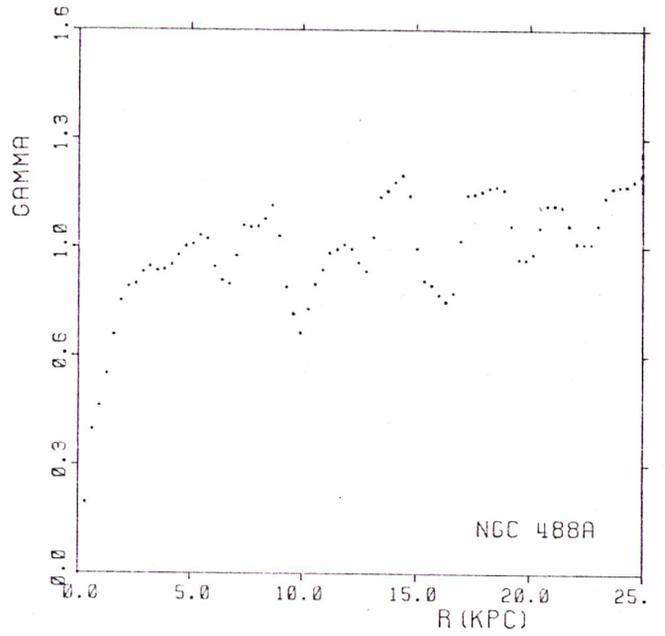
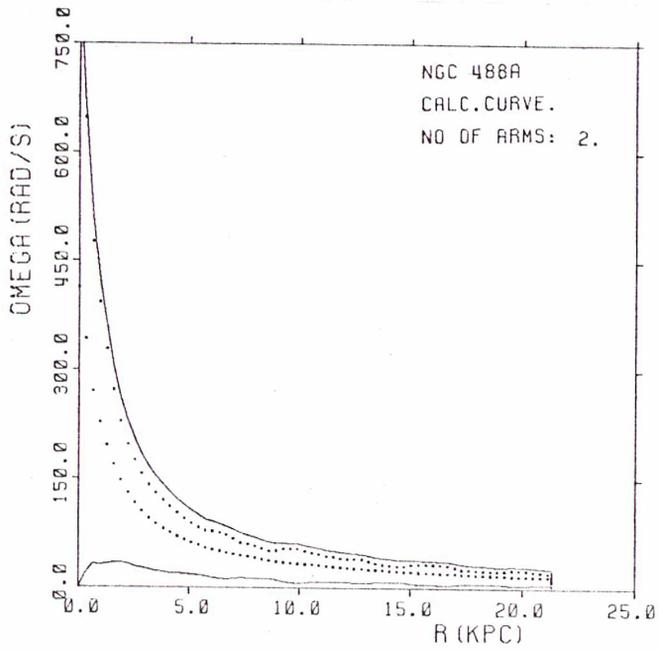
$$M/L (D) = 2.72$$

Figure(488,8): A gauche nous voyons l'ajustement sur la vitesse calculée du halo de la vitesse de rotation de la sphère isotherme. A droite la vitesse observée (étoiles), la vitesse du bulbe et du disque (en pointillé), la vitesse de la sphère isotherme que nous avons ajuster à la vitesse du halo et la somme de ces trois vitesses.



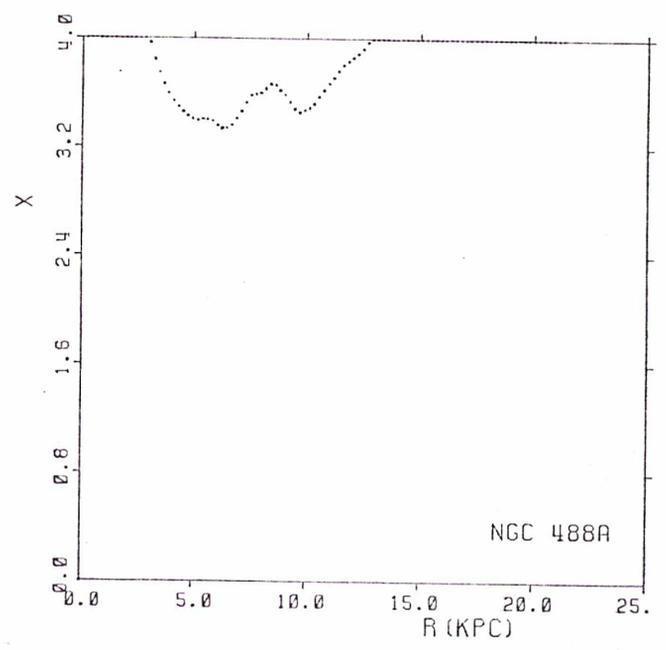
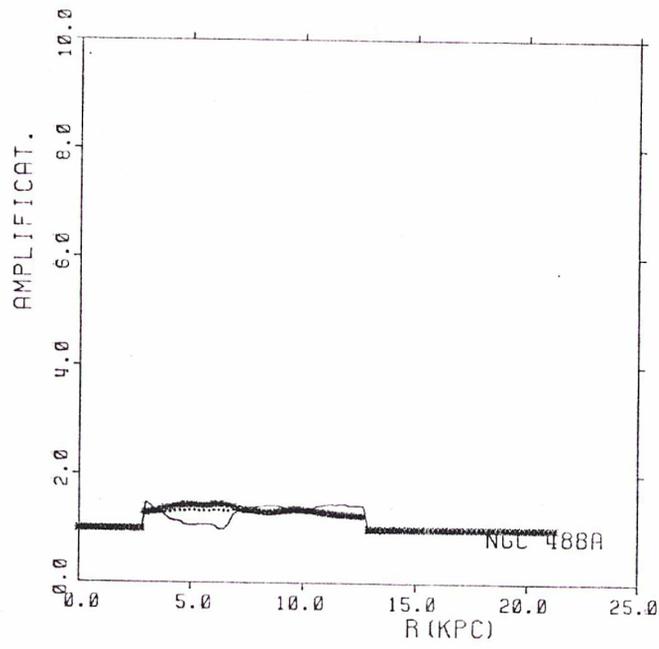
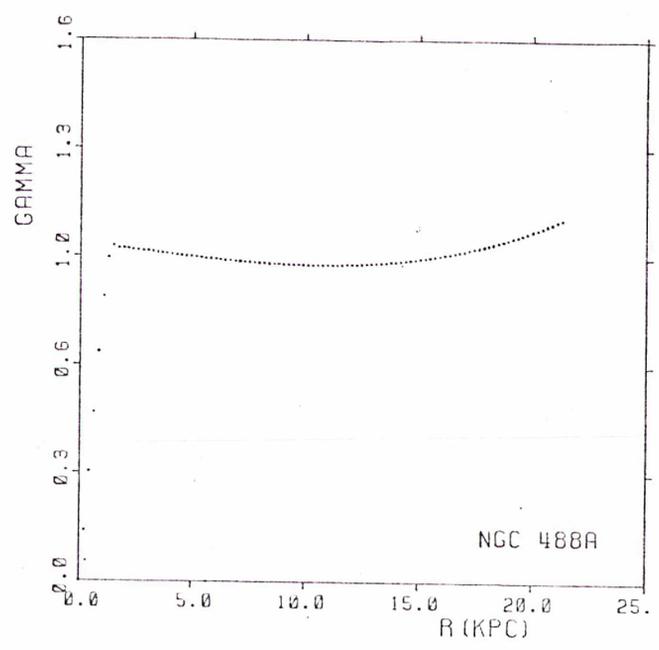
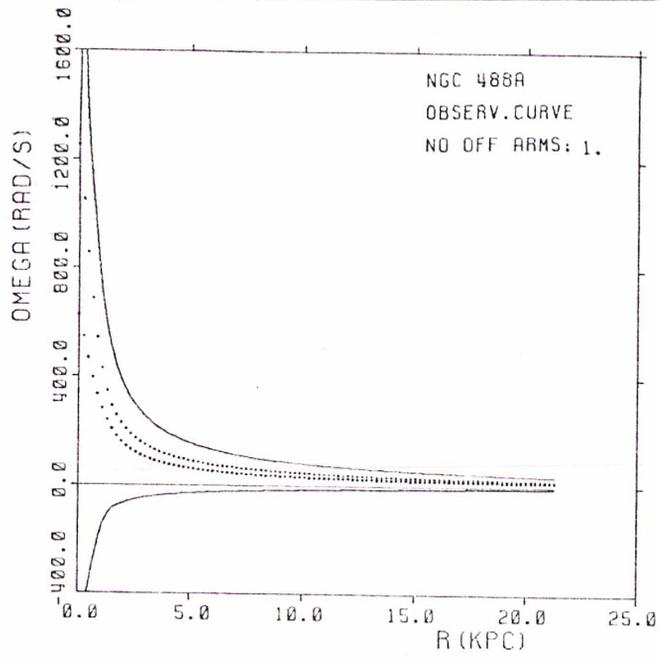
$$M/L(D) = 2.72$$

Figure (488,9)



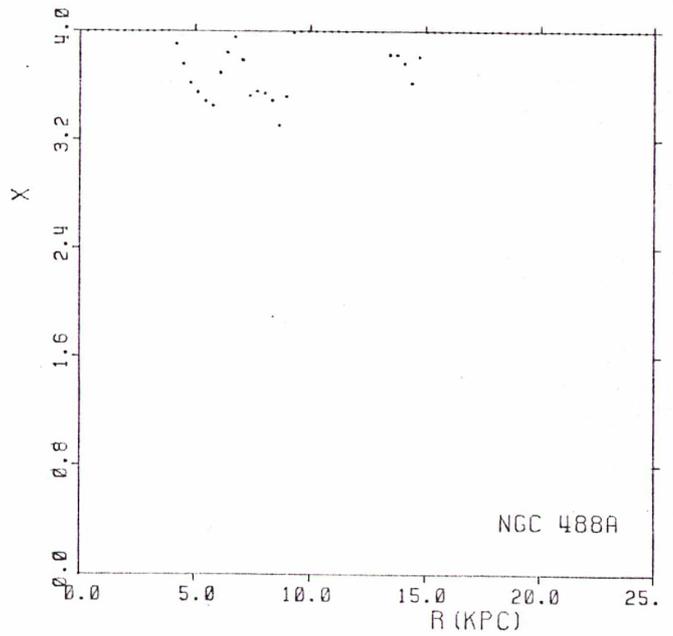
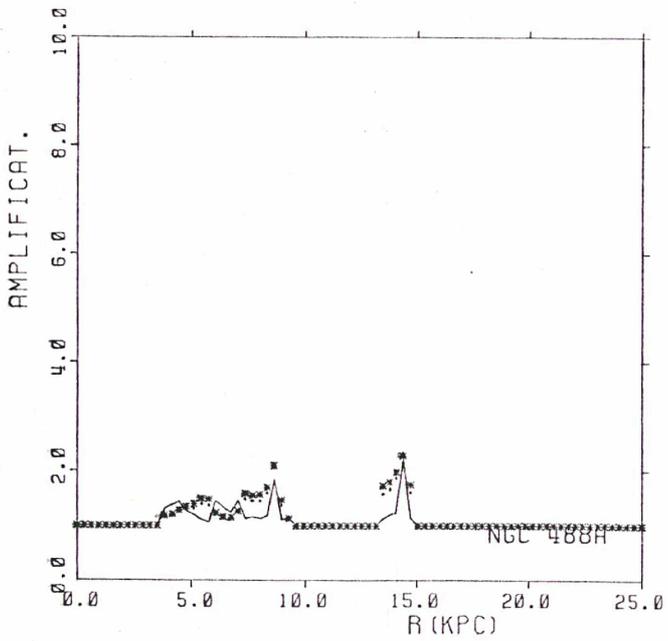
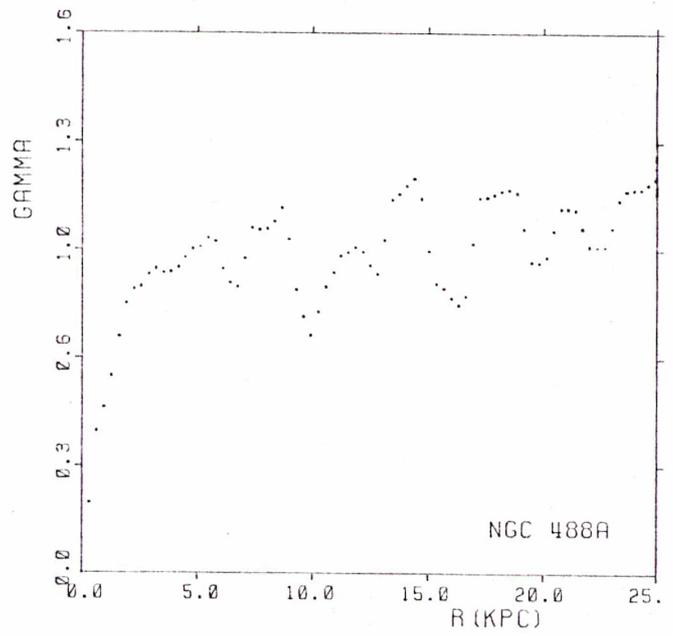
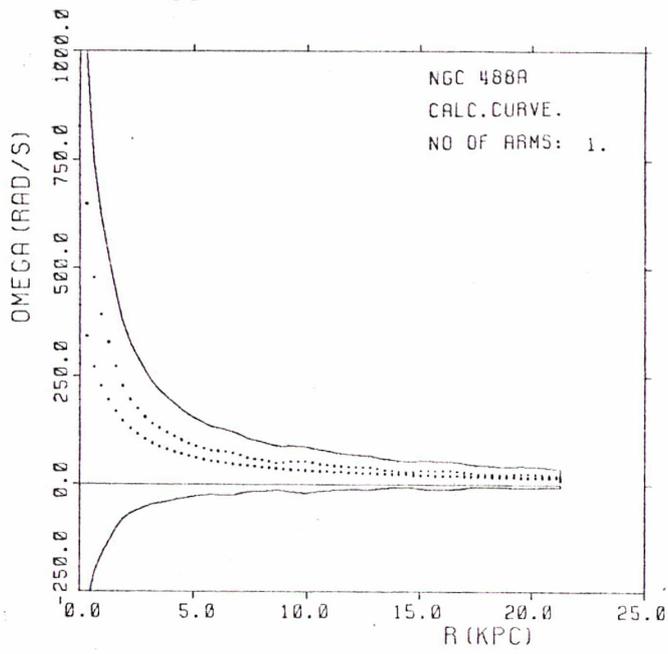
$$M/L(D) = 2.72$$

Figure (488,10)



$$M/L(D) = 2.72$$

Figure (488, 11)



$$M/L(D) = 2.72$$

Figure (488, 12)

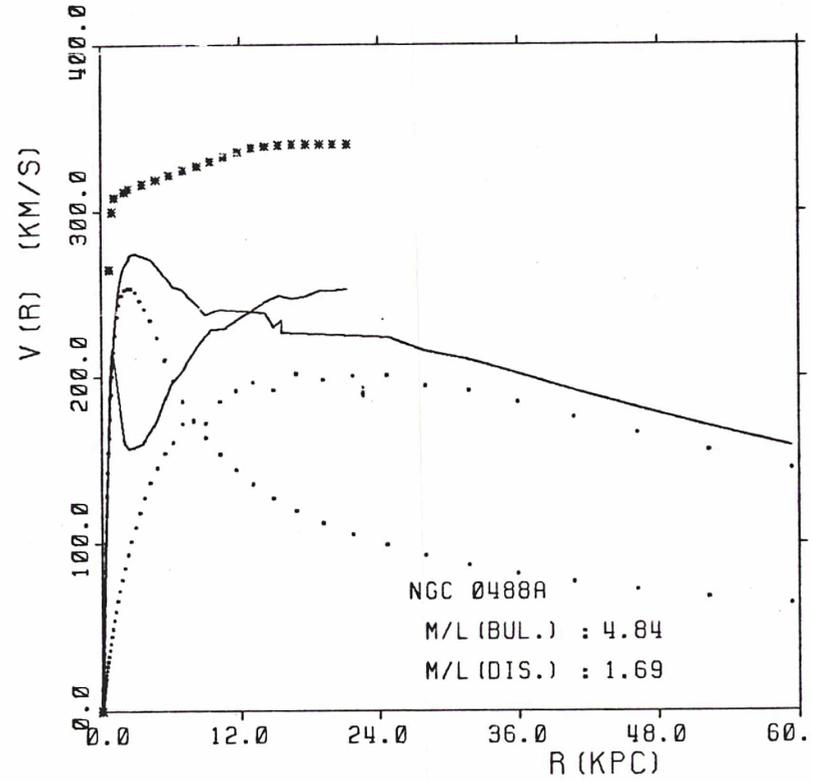
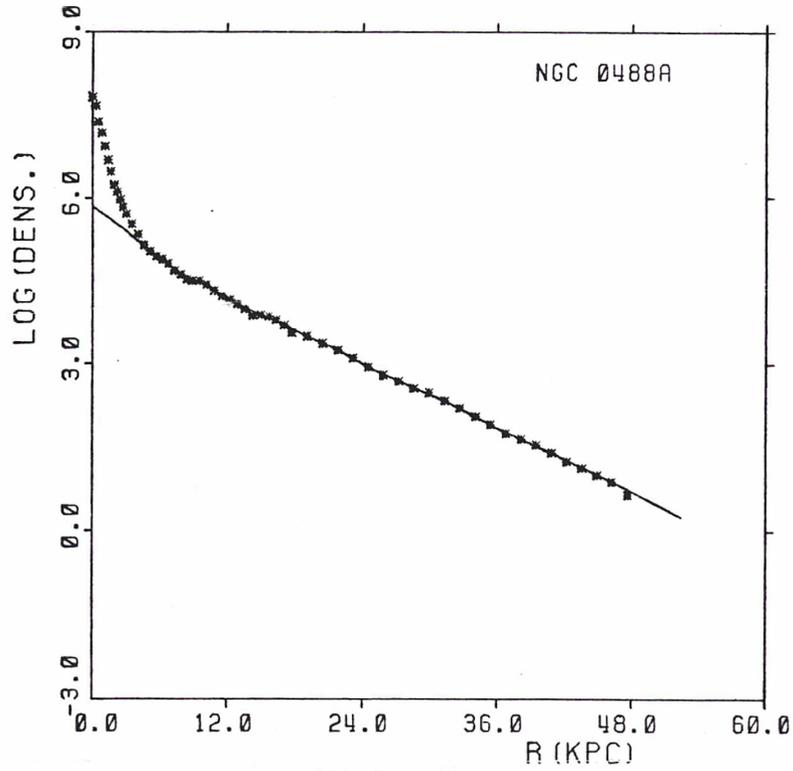
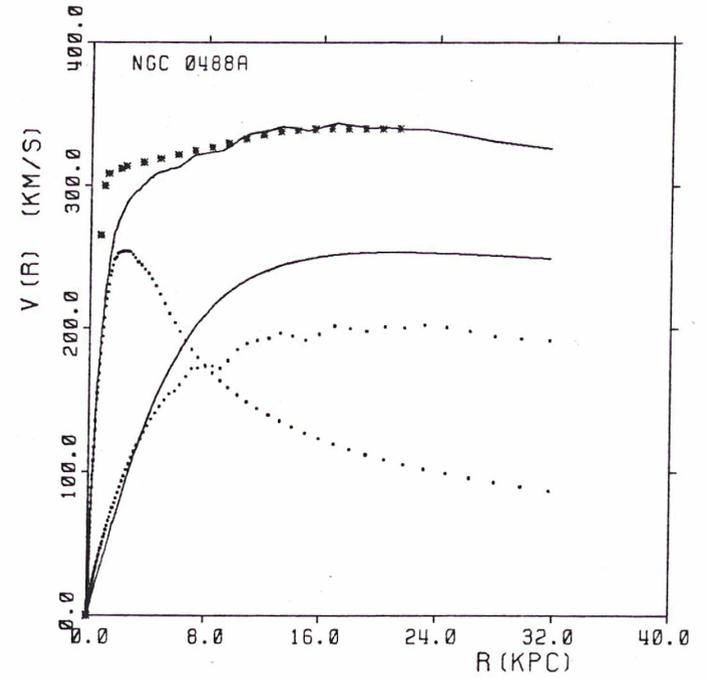
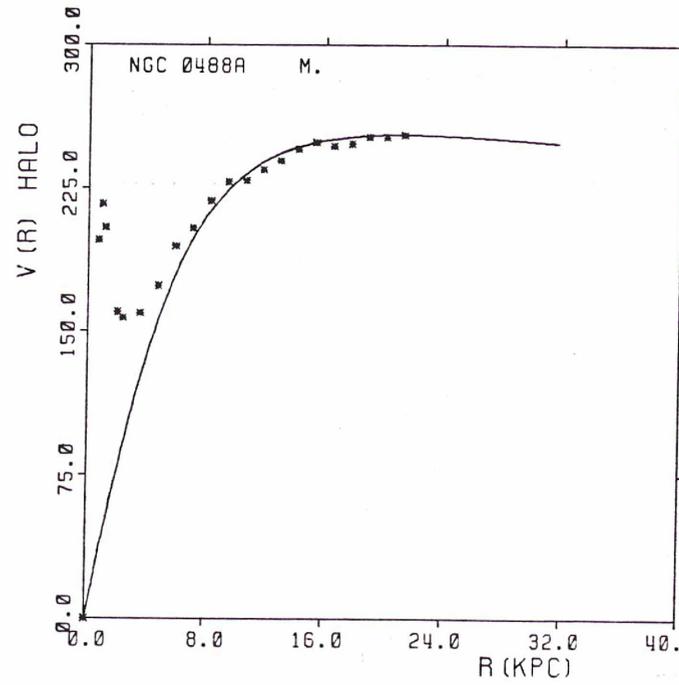
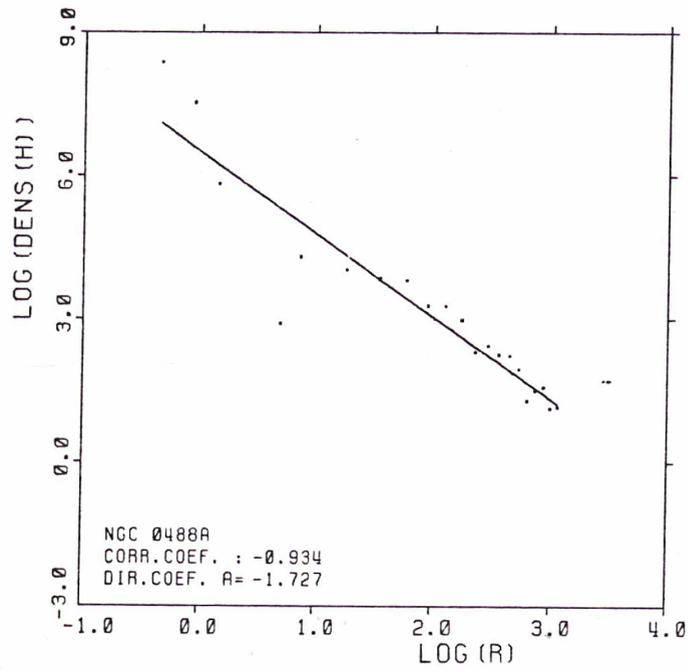


Figure (488, 13)



$$M/L(D) = 1.69$$

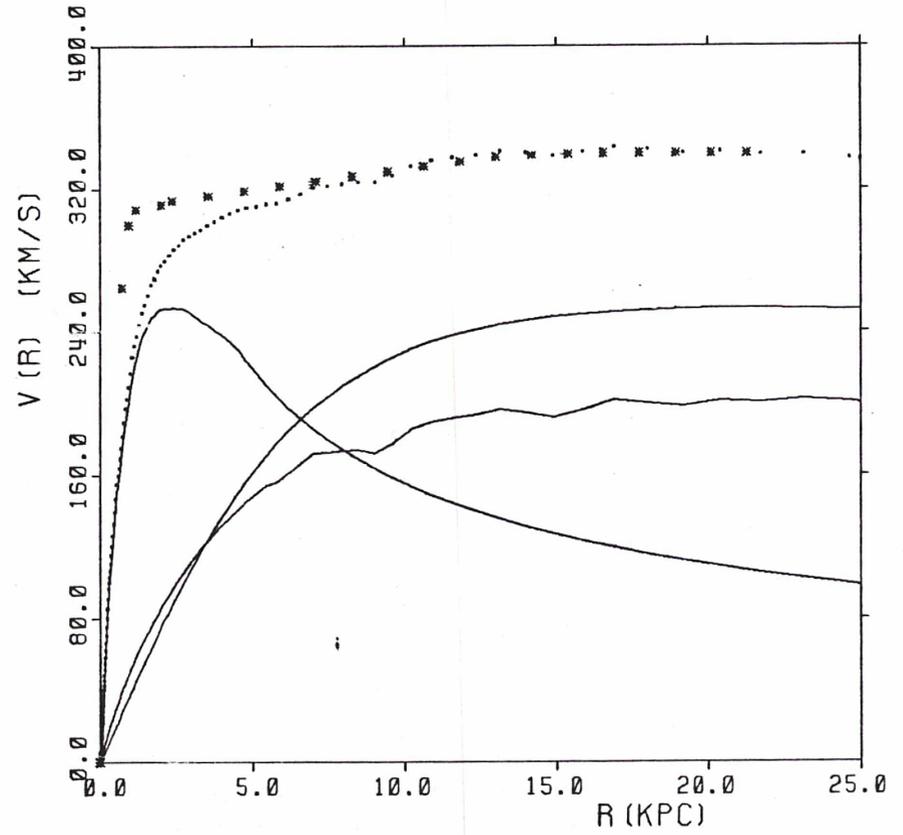
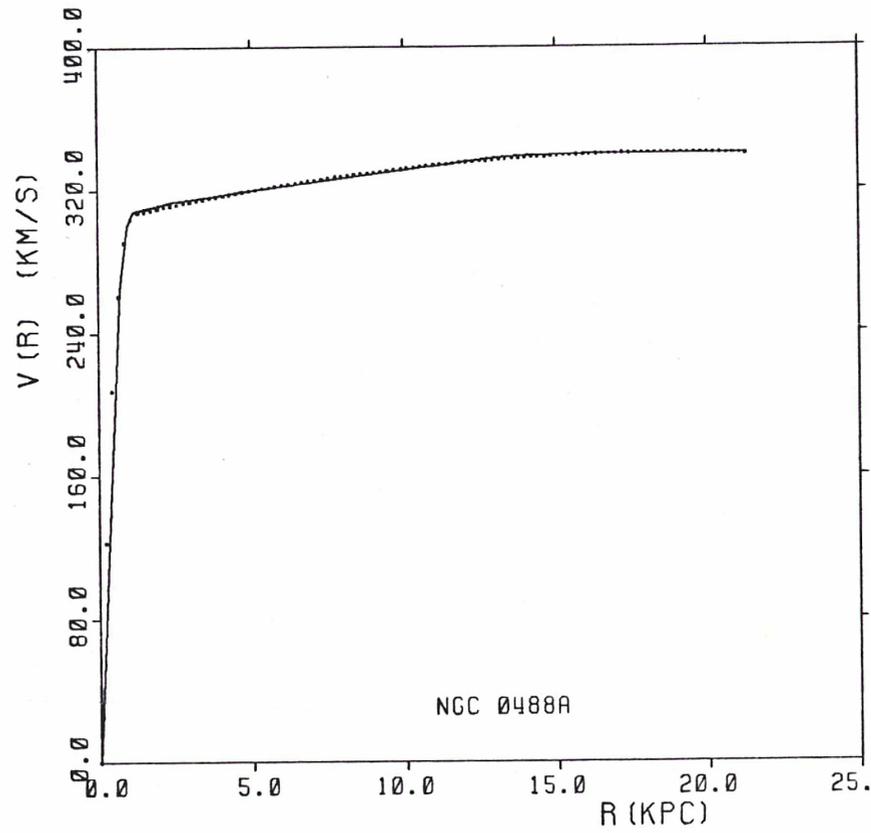
NGC 0488A
 $D0 = 83.7$
 $SIGMA = 159.08$
 $RC = 7.10$

-66-

Figure (488, 14)

29 JUN 85

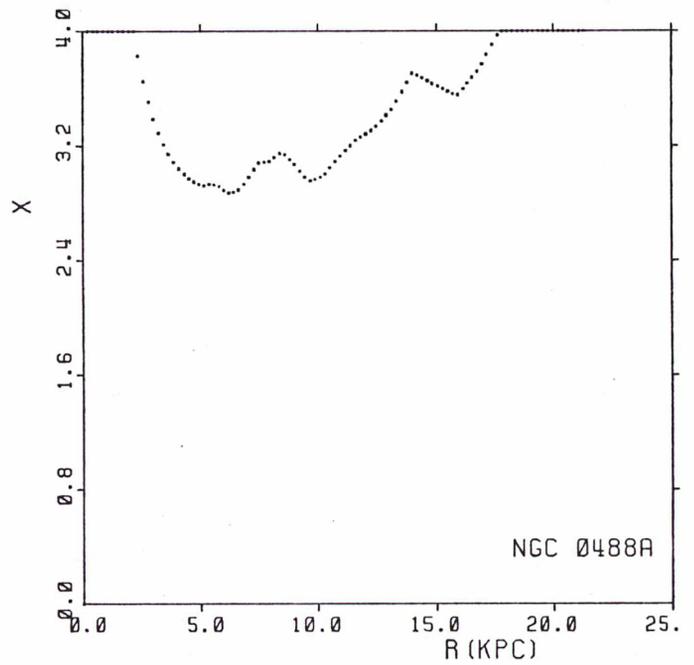
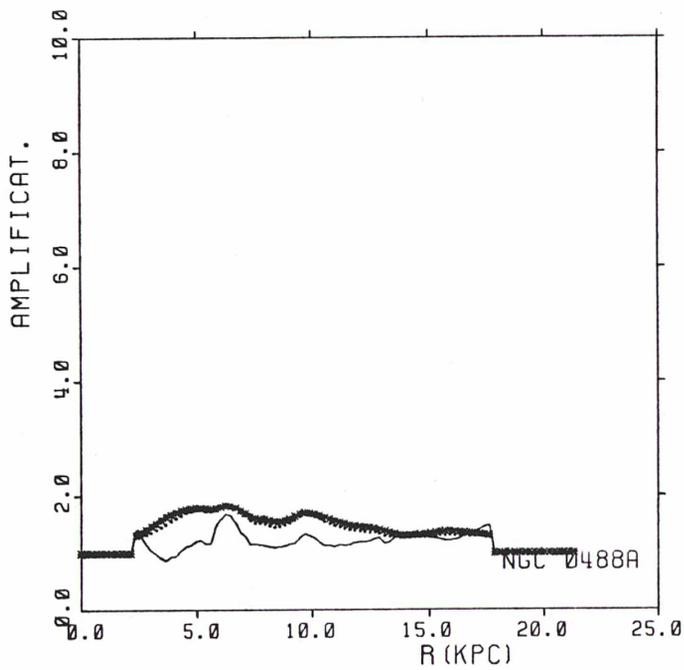
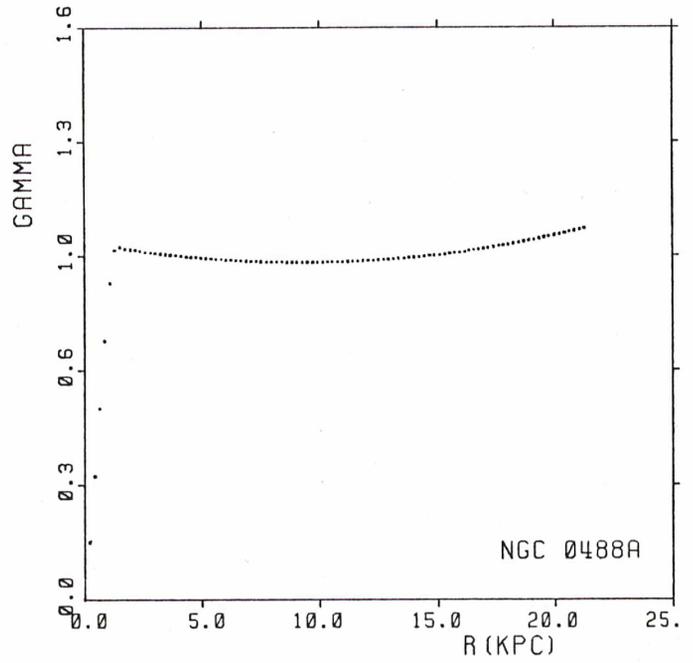
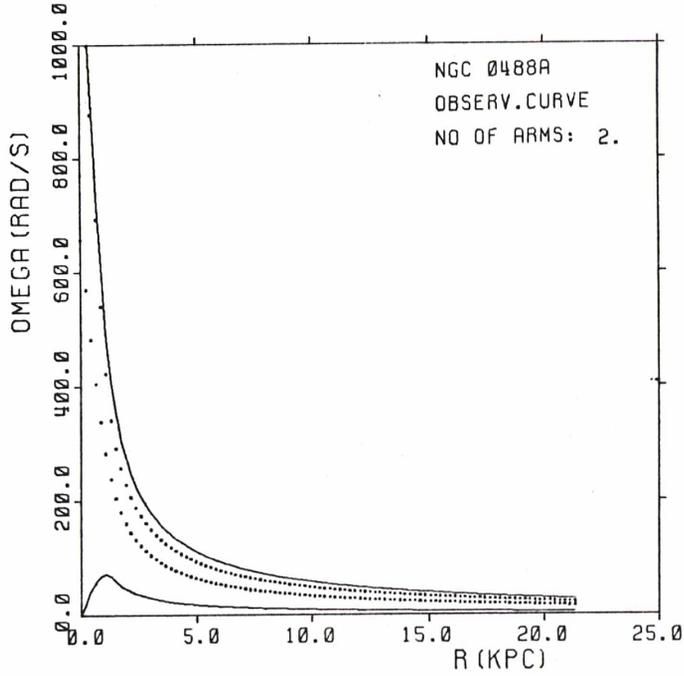
29 JUN 85



$$M/L(D) = 1.69$$

Figure (488, 15)

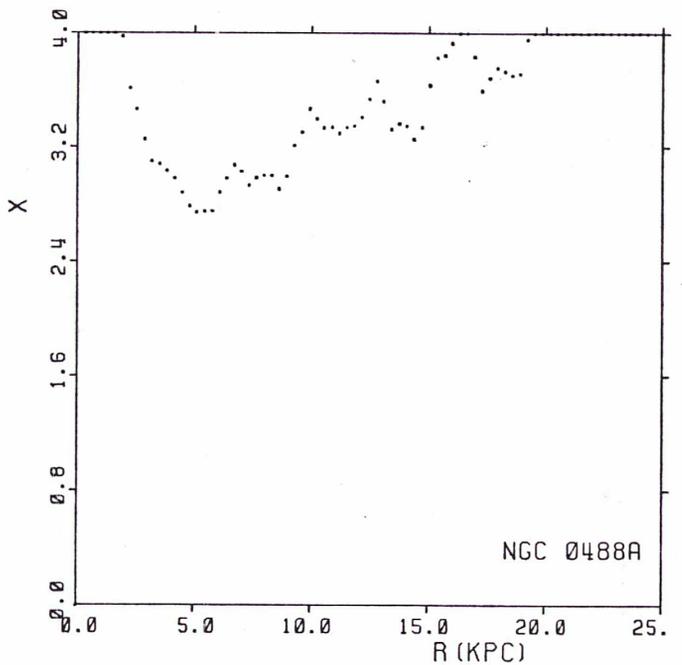
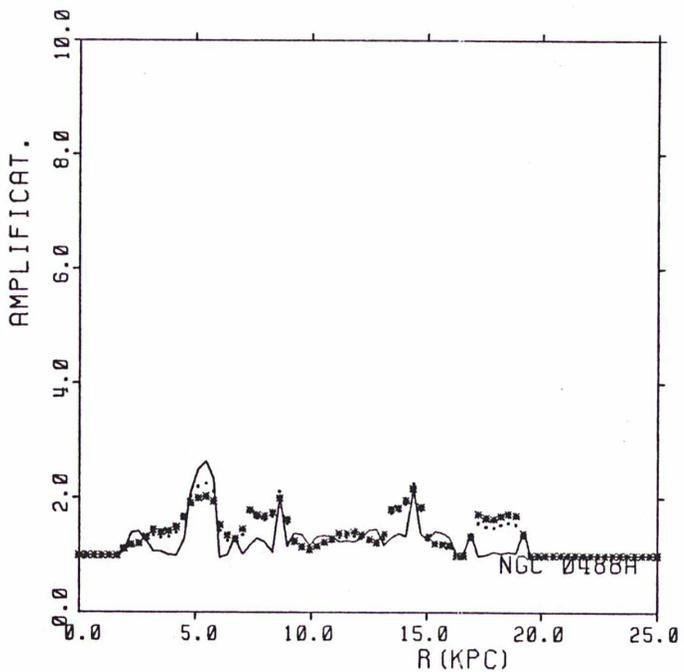
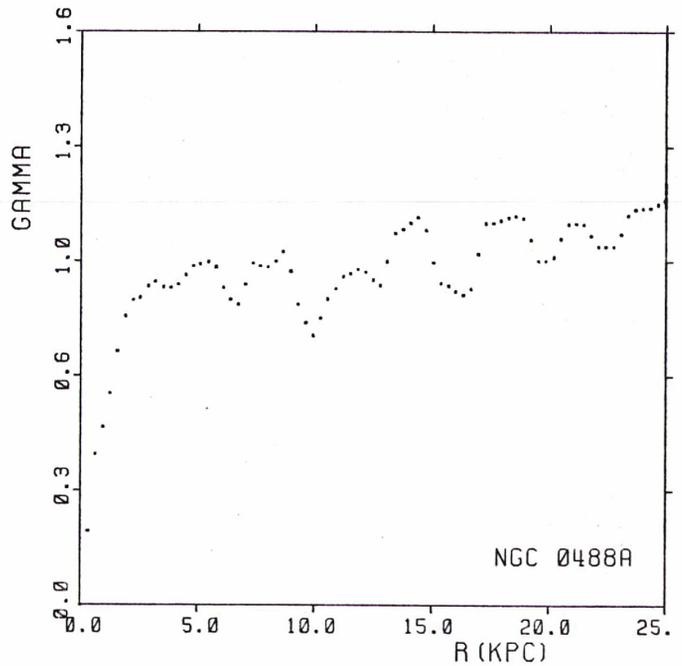
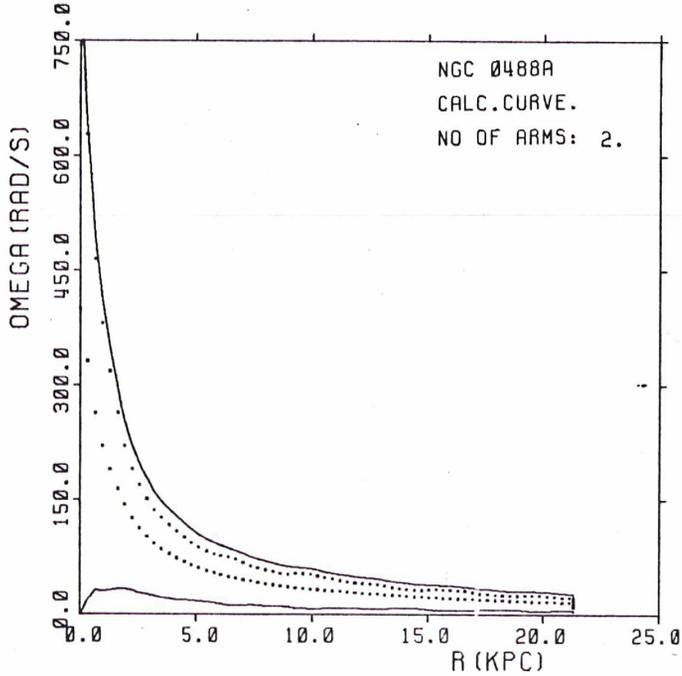
29 JUN 85



$$M/L(D) = 1.69$$

Figure (488,16)

29 JUN 85



$$M/L(D) = 1.69$$

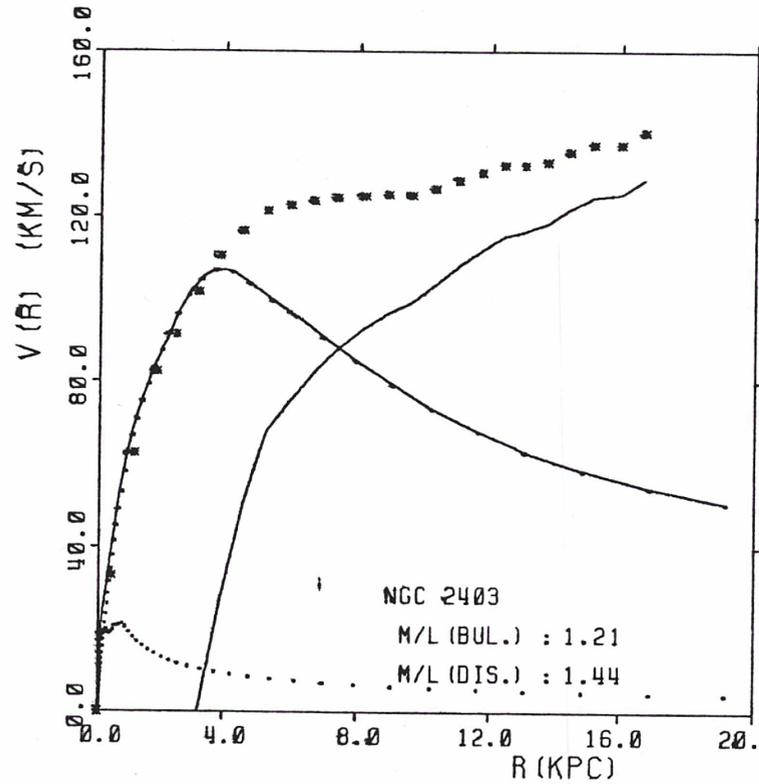
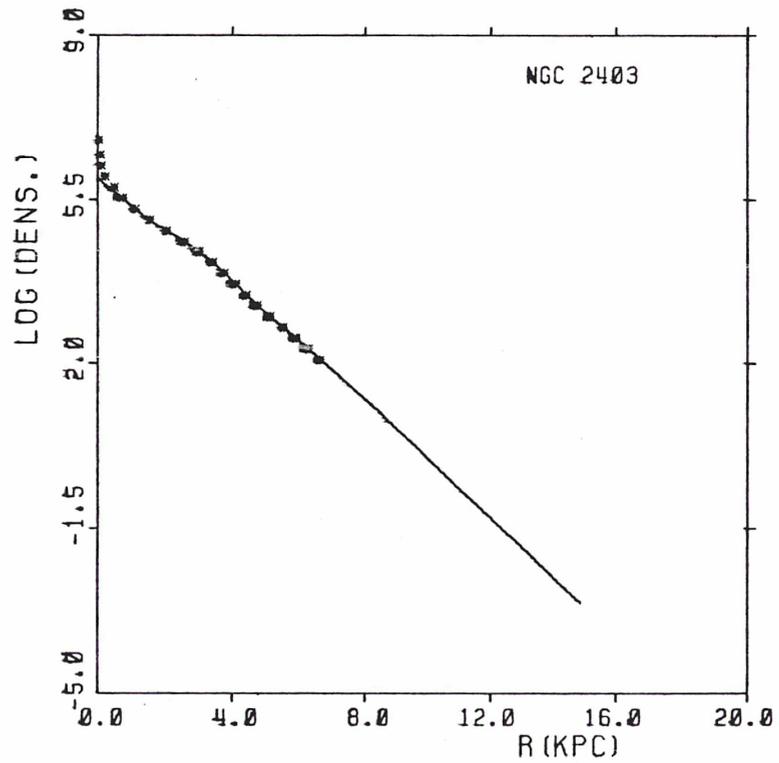
Figure (488, 17)

ii) NGC 2403

Les données photométriques appartiennent à Okamura et al. (1977) et les données cinématiques à Wevers (1984). Les données photométriques n'arrivent pas suffisamment loin mais la première figure montre que le disque exponentiel qui extrapole le disque galactique constitue une solution satisfaisante. Cette galaxie a une structure à deux bras jusqu'au rayon 3.8. Après il y a (?) une structure à quatre bras jusqu'au rayon $r=7.5$.

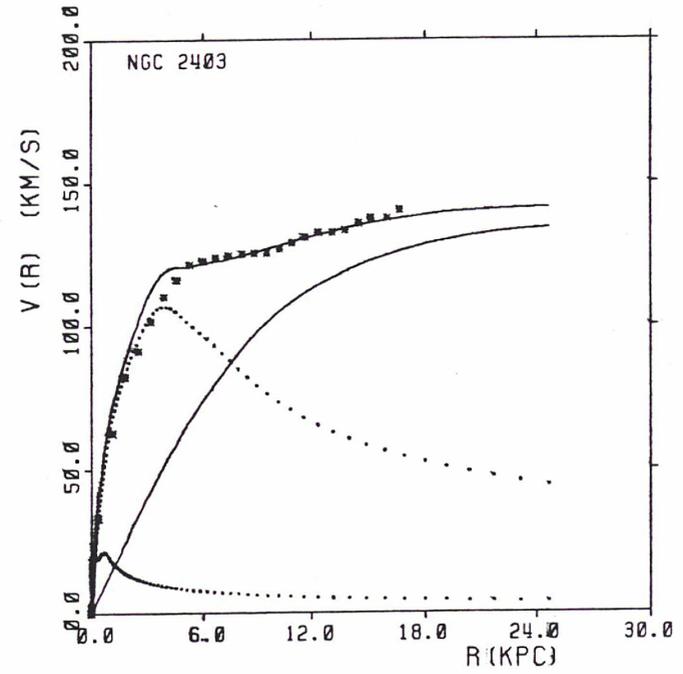
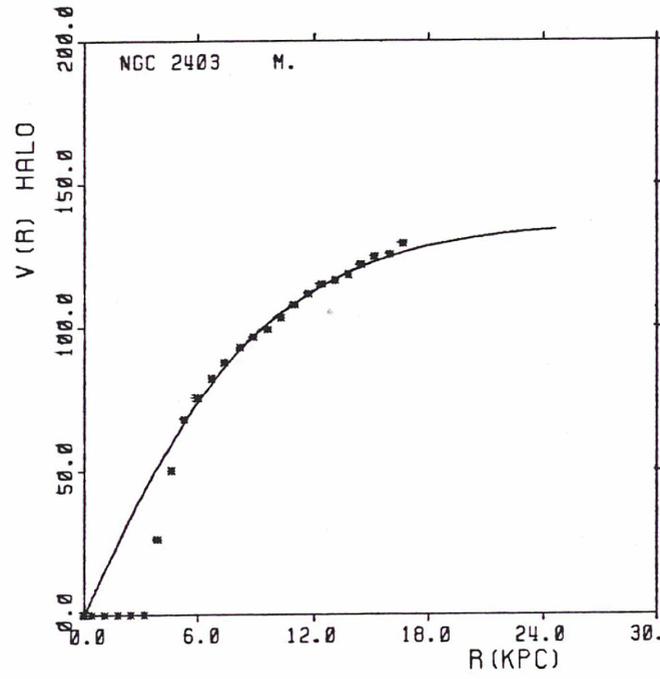
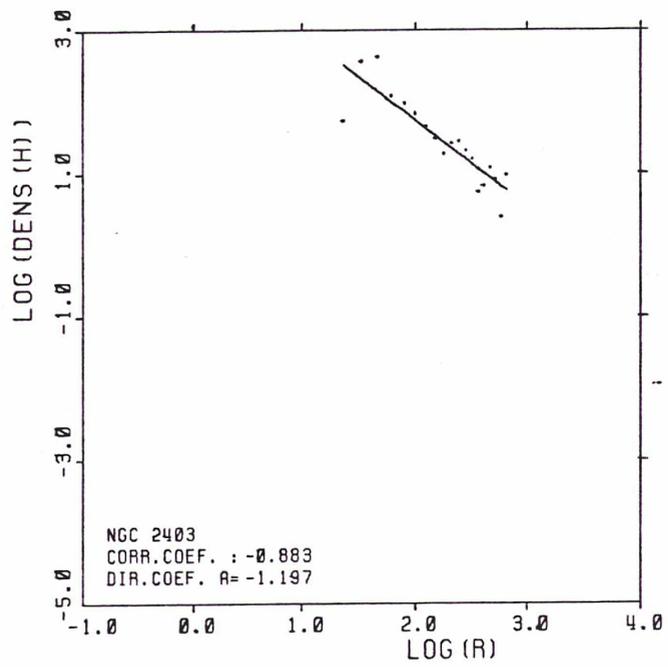
La première solution que nous proposons est une solution d'halo minimum et c'est la solution que nous avons retenue. Elle mérite son nom puisqu'à la partie centrale la vitesse du halo est zéro. L'amplification pour $m=1$ est acceptable. (Sur un seul point l'amplification qui correspond à la courbe calculée est très forte, sans nous poser de problèmes. Ce point se trouve à une partie de la courbe où la courbe calculée, dont le halo est le halo-modèle (qui n'est pas zéro près du centre), est très différente de la courbe observée. L'amplification pour $m=2$ et $m=4$ est aussi correcte.

La deuxième solution présentée est la solution du halo monotone. Elle ne peut pas être acceptable parce que l'amplification pour $m=2$ qui lui correspond est très petite.



-401-

figure (2403, 1)

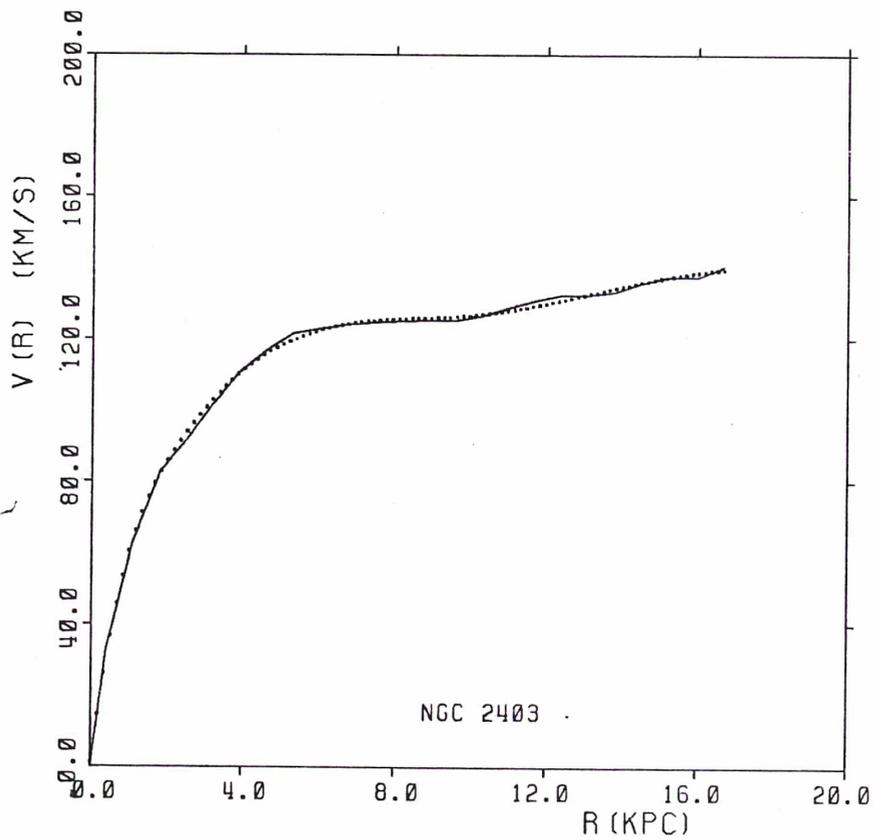


$$M/L(D) = 1.44$$

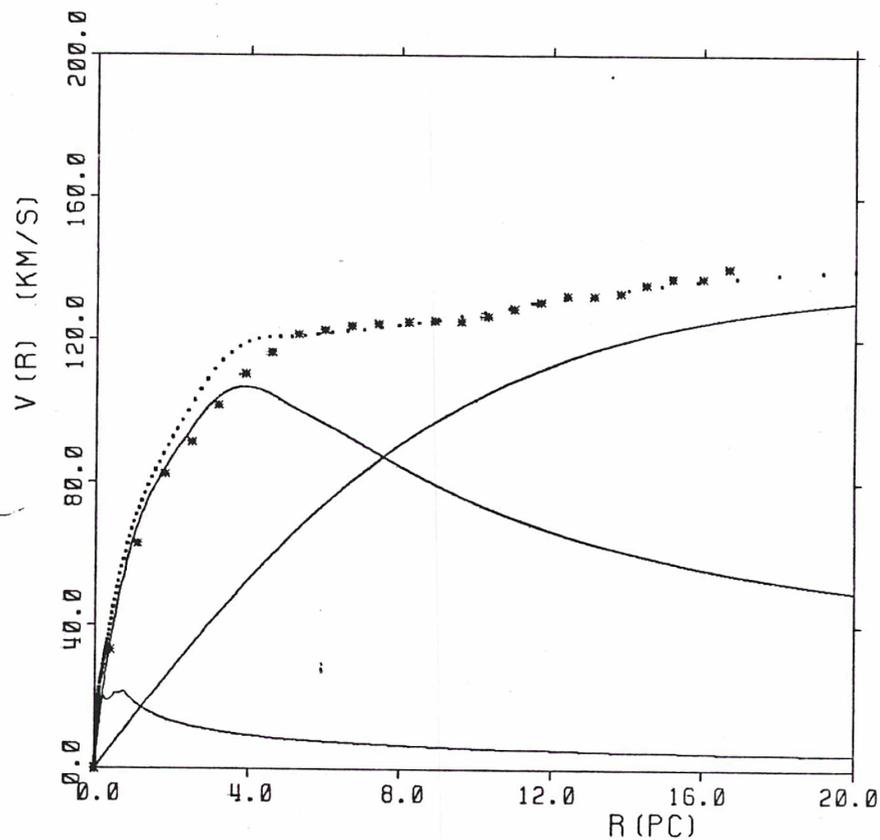
Figure (2403, 2)

NGC 2403
D0 = 10.9
SIGMA = 84.91
RC = 10.50

26 APR 85



26 APR 85

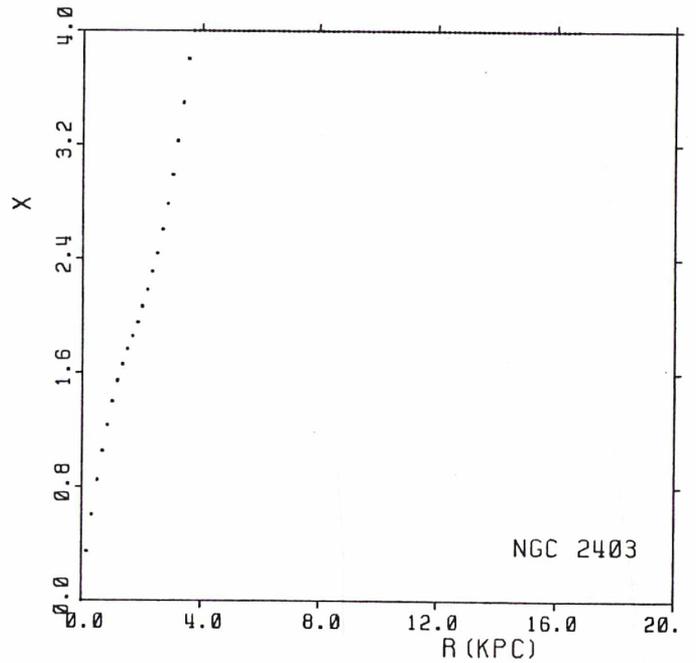
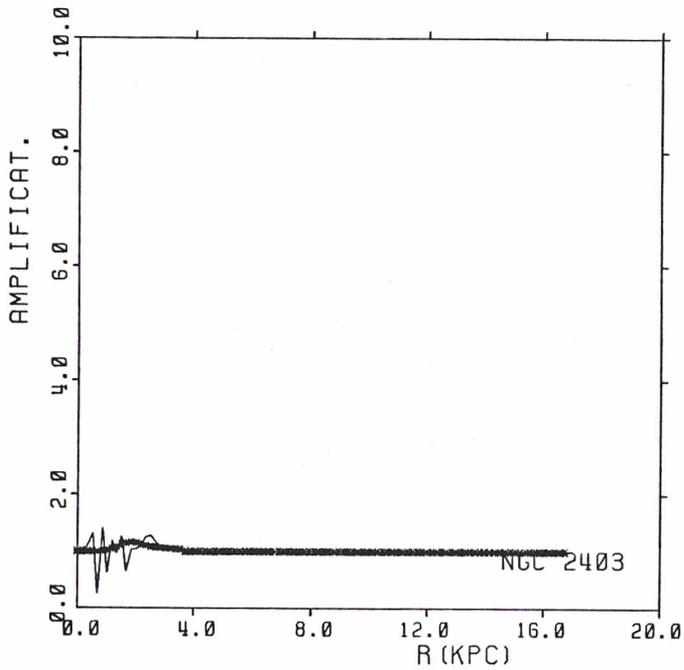
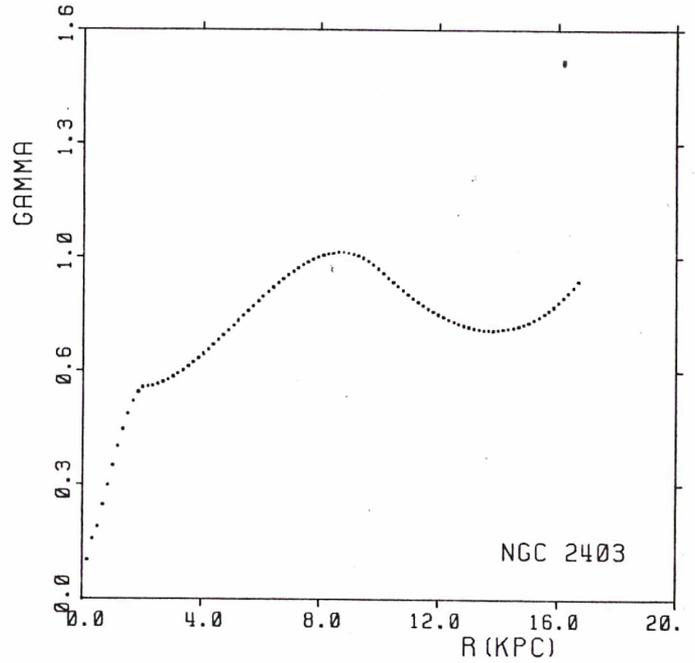
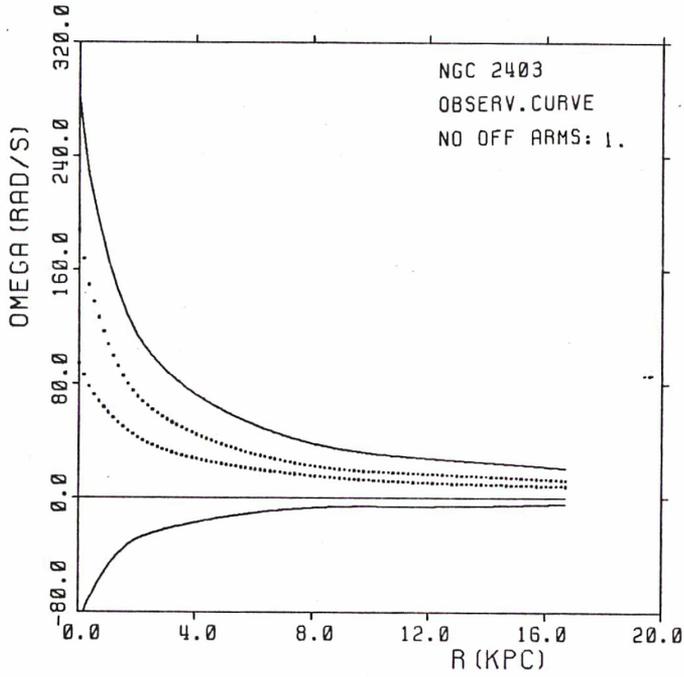


$$M/L(0) = 1.44$$

Figure (2403, 3)

- 901 -

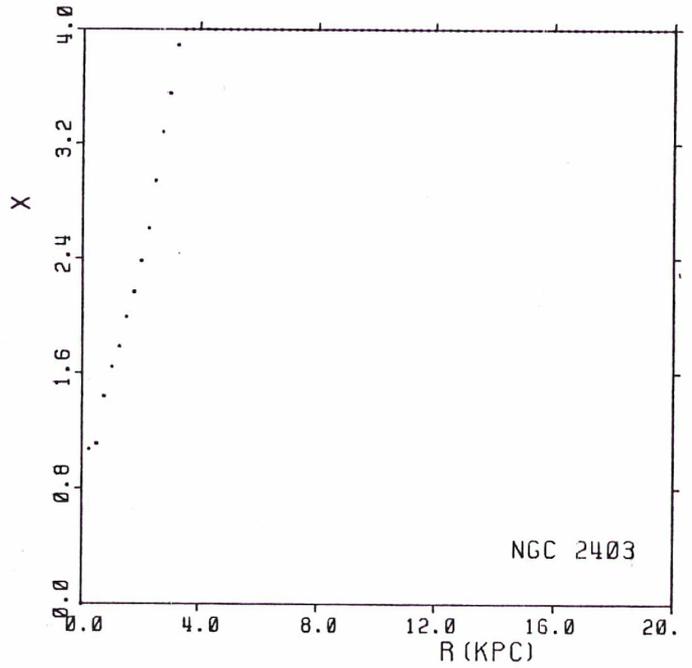
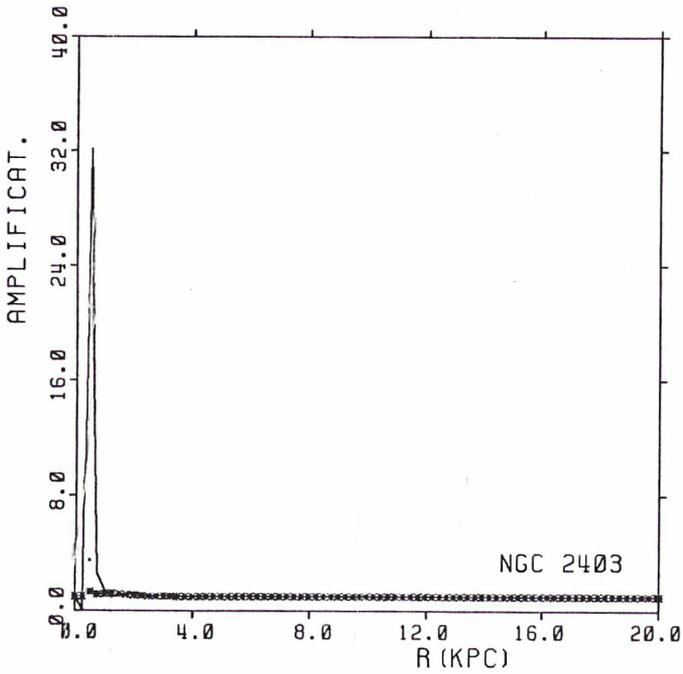
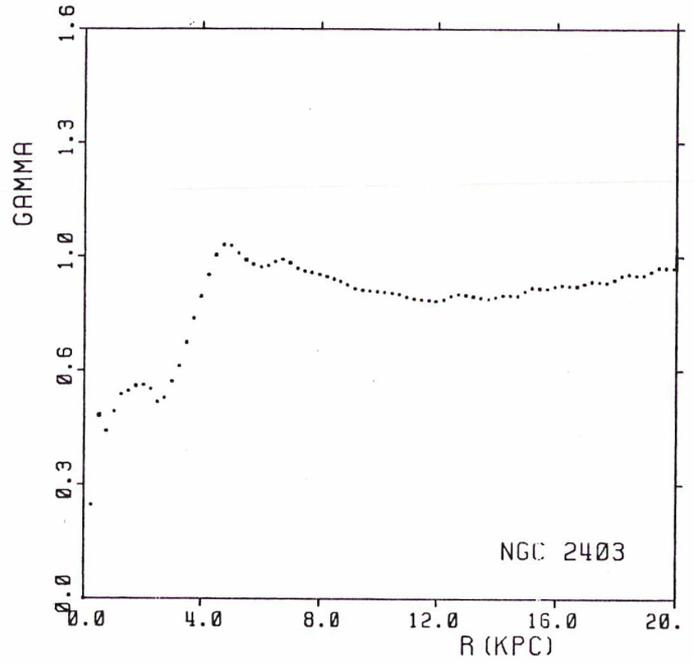
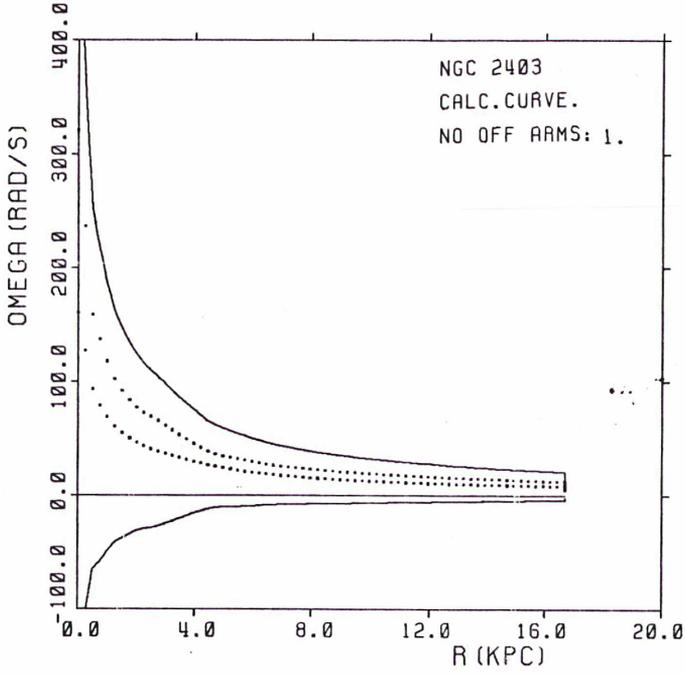
26 APR 85



$$M/L(D) = 1.44$$

Figure (2403, 4)

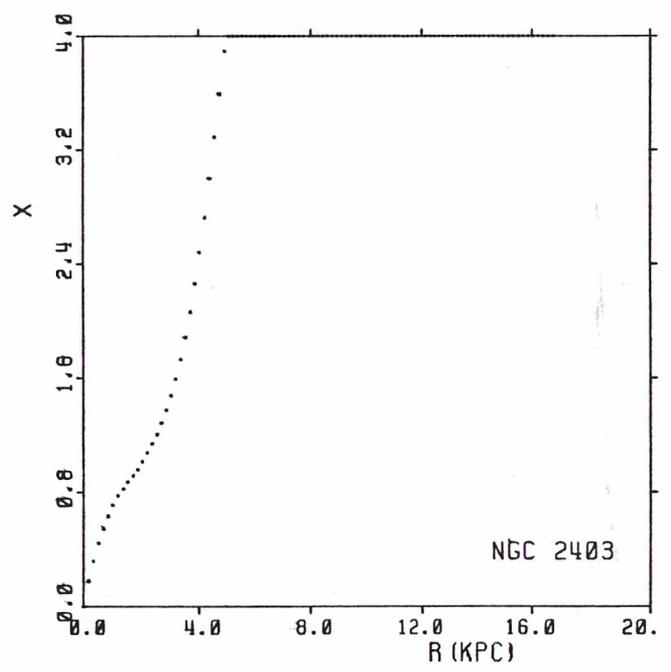
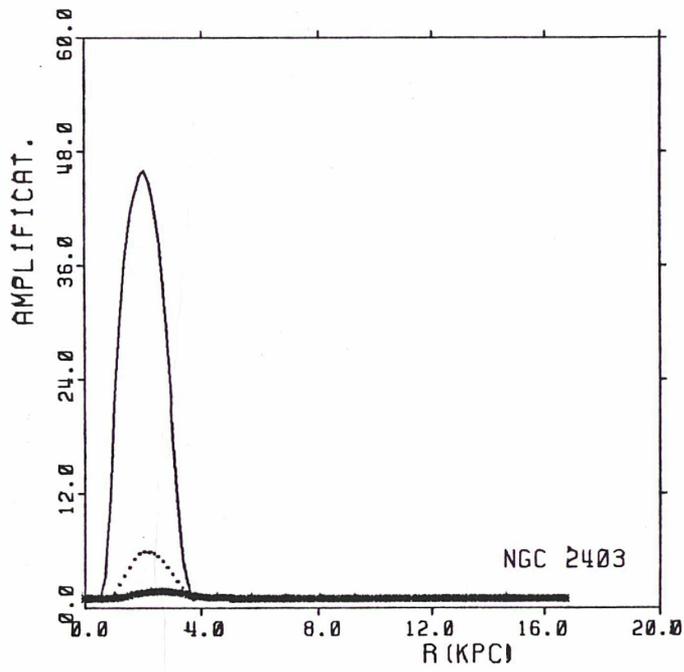
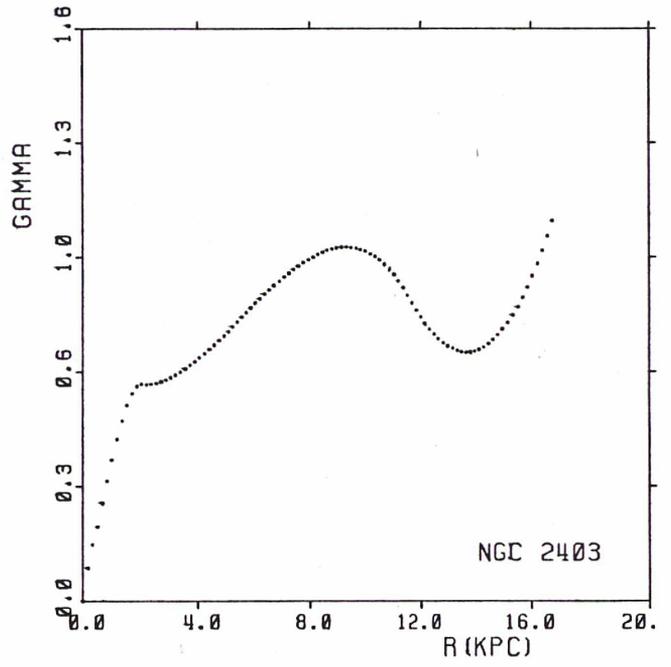
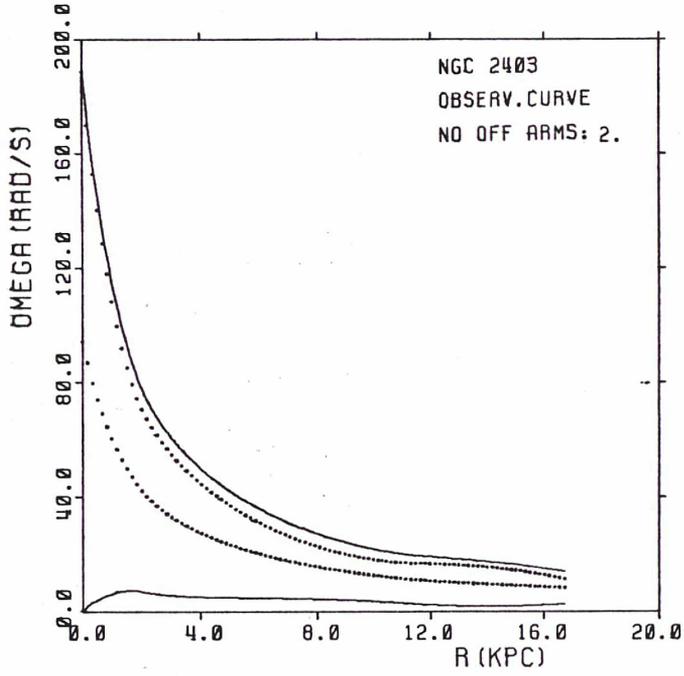
26 APR 85



$$M/L(0) = 1.44$$

Figure (2403, 5)

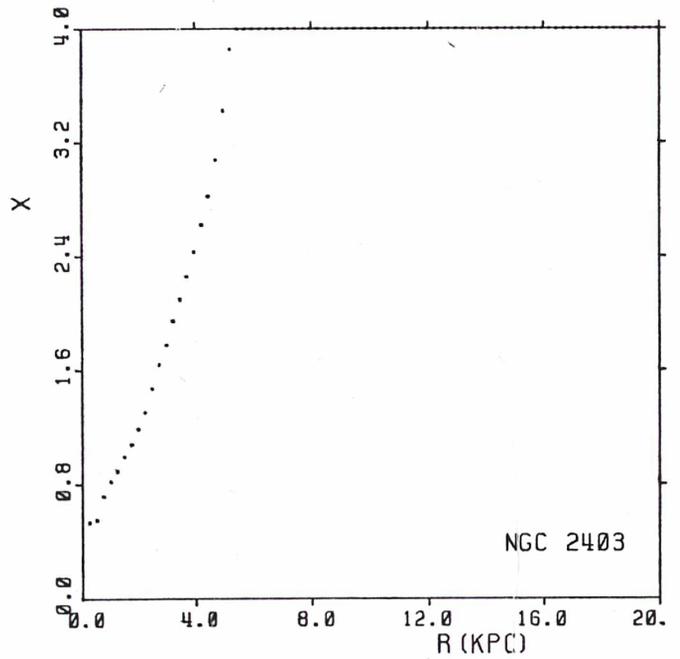
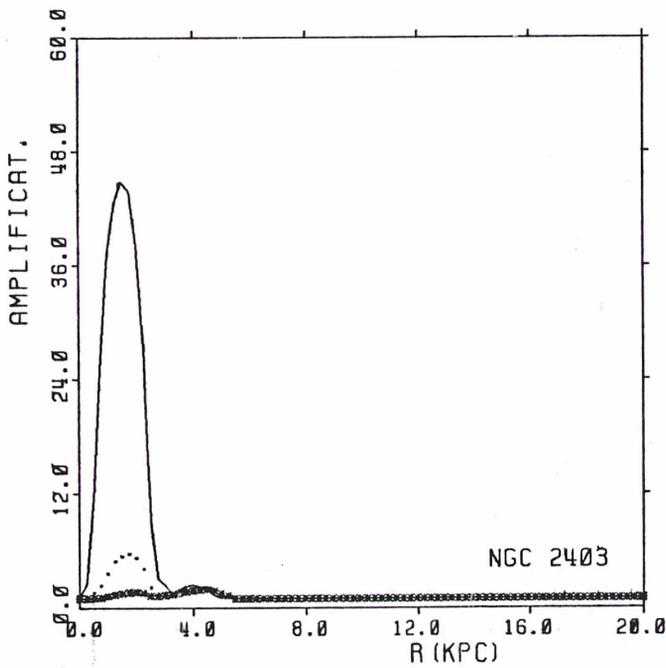
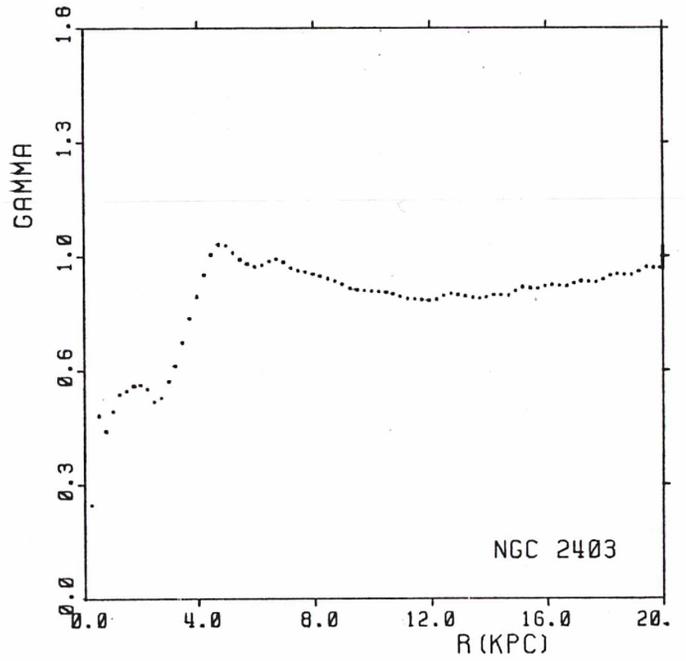
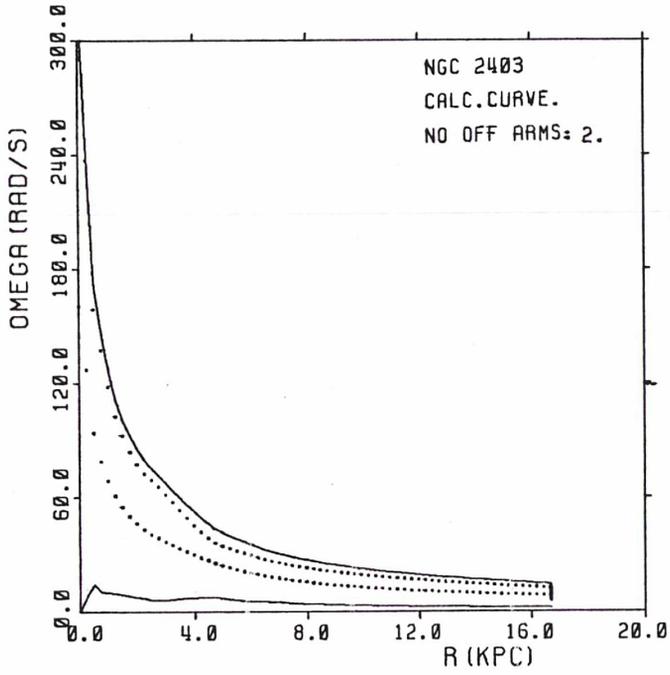
4 APR 85



$$M/L(D) = 1.44$$

Figure (2403, 6)

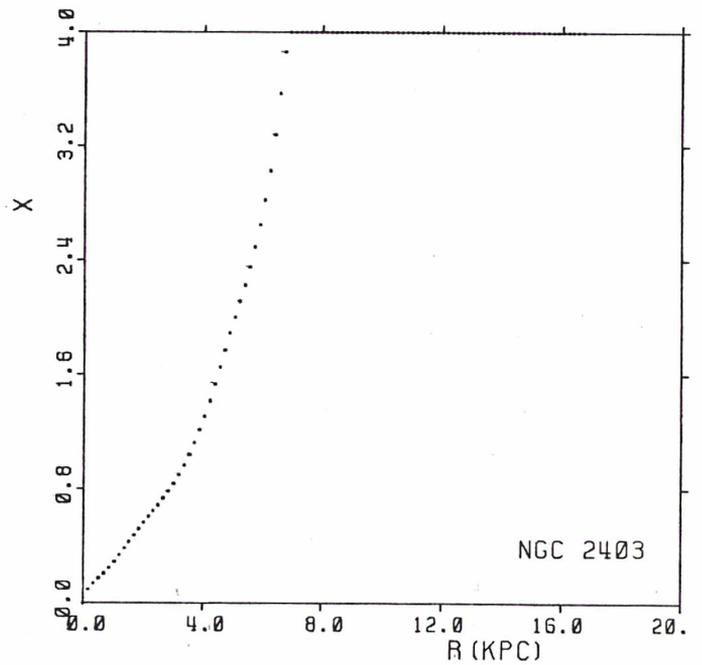
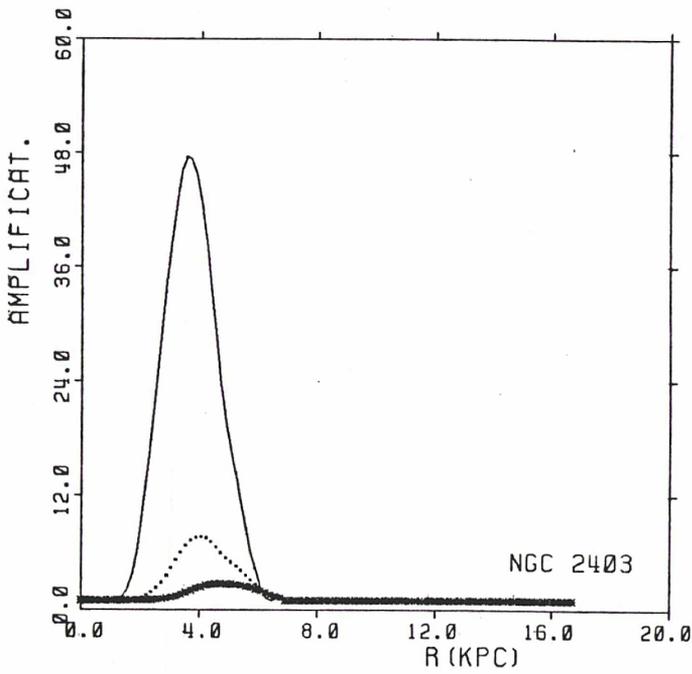
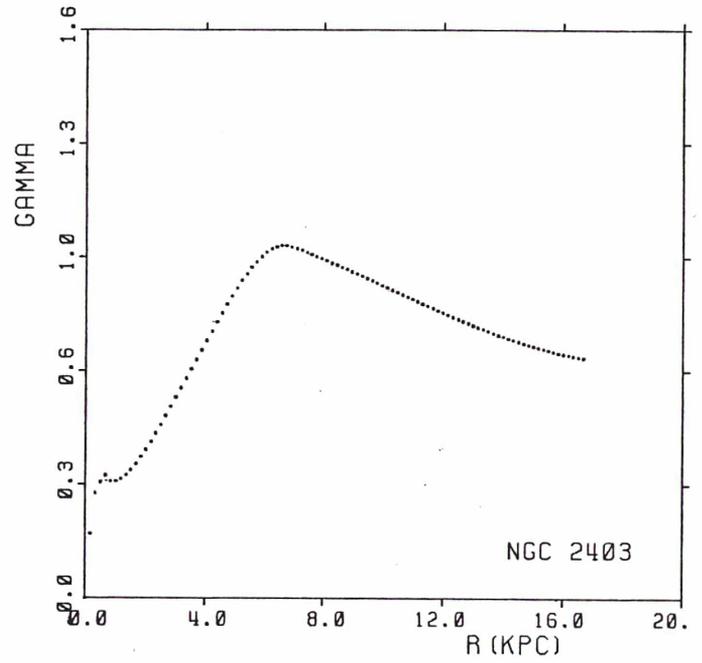
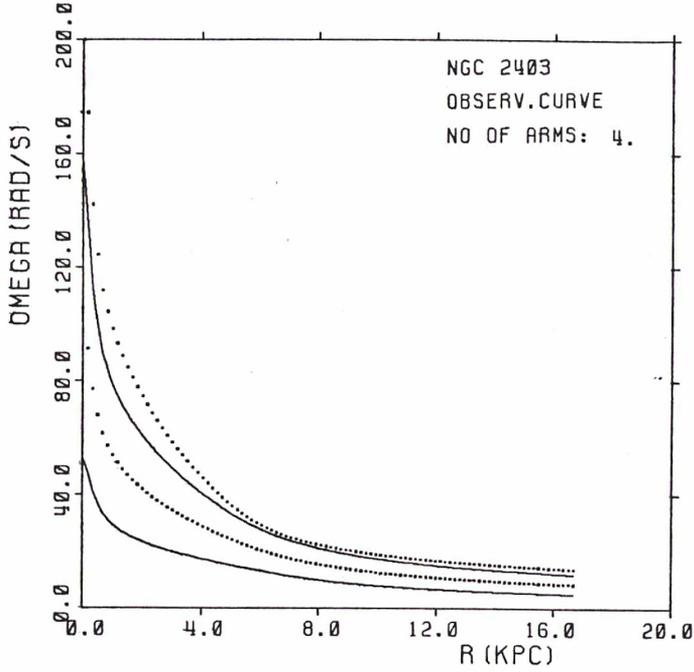
4 APR 85



$$M/L(D) = 1.44$$

Figure (2403, 7)

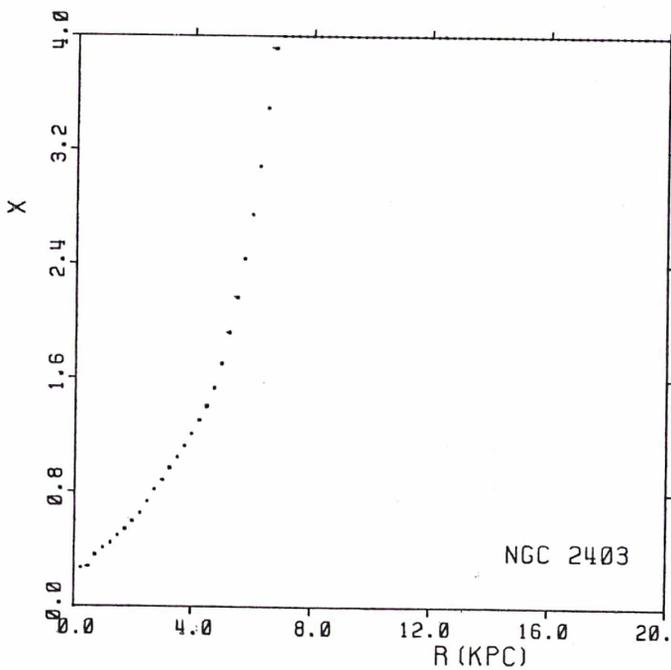
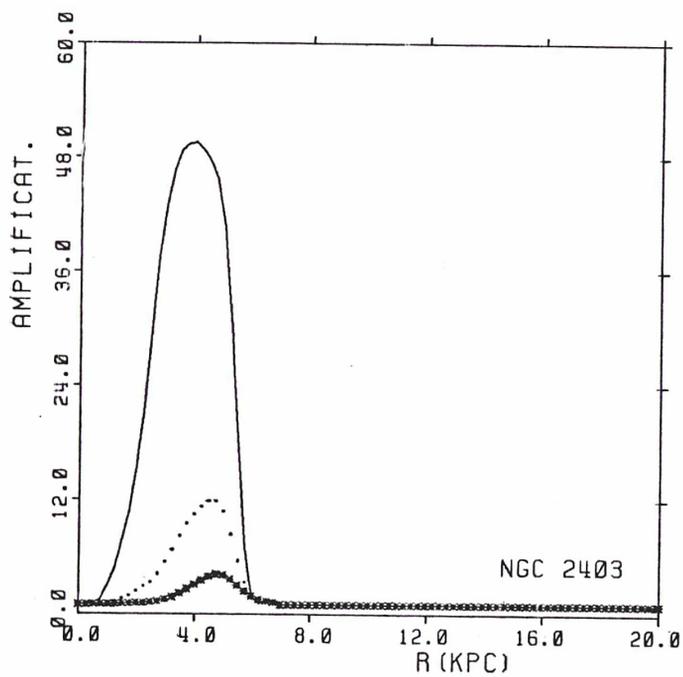
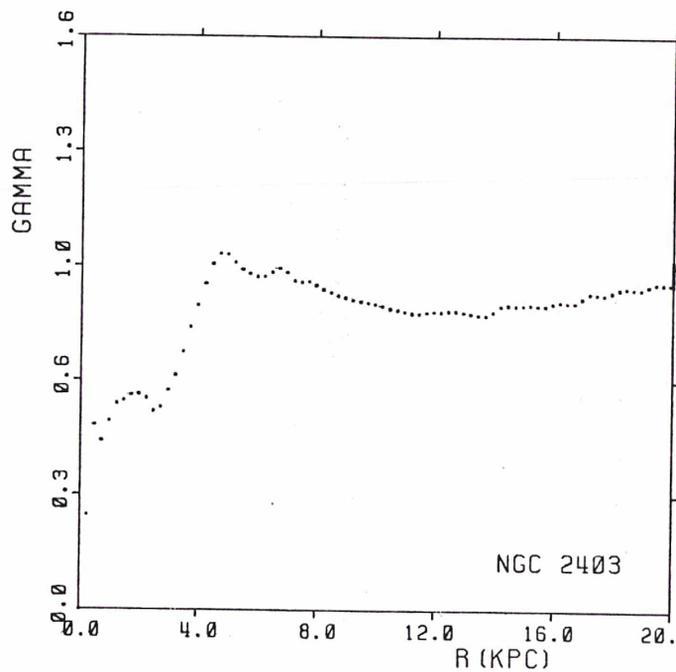
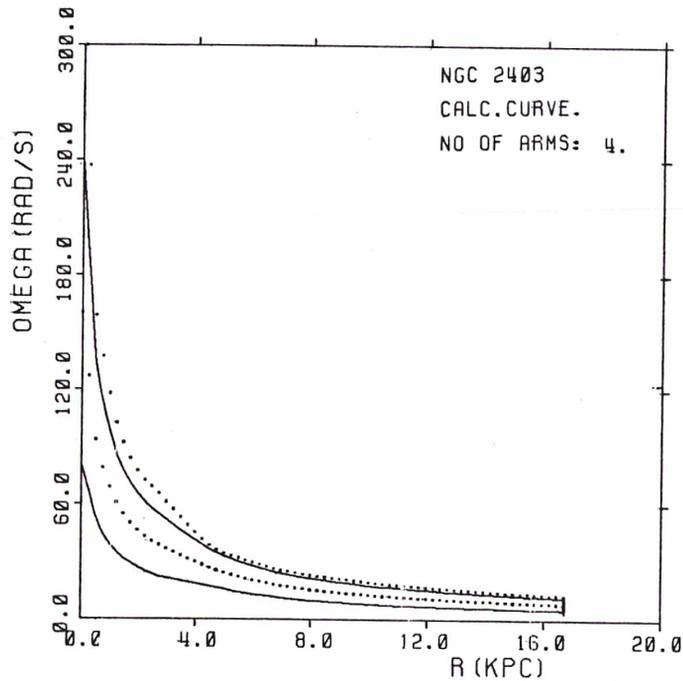
10 MAY 85



$$M/L(D) = 1.44$$

Figure (2403, 8)

10 MAY 85



$M/L(0) = 1.44$
Figure (2403, 9)

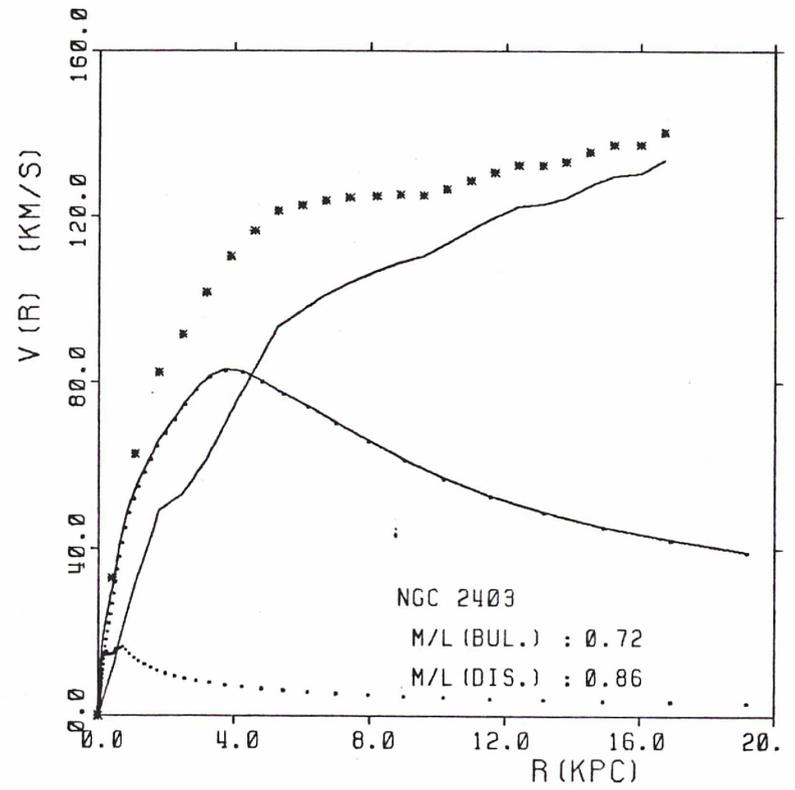
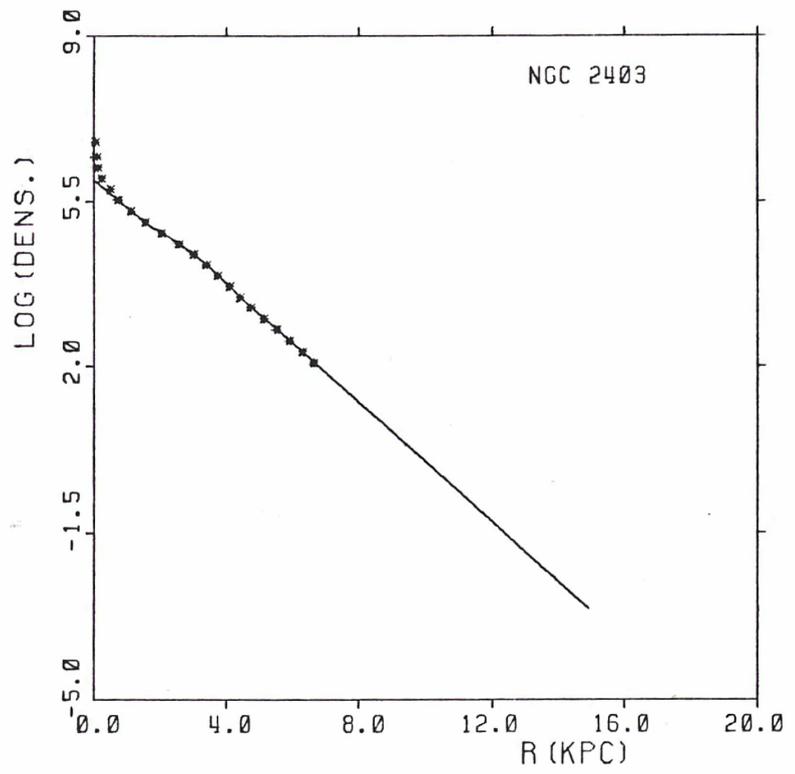
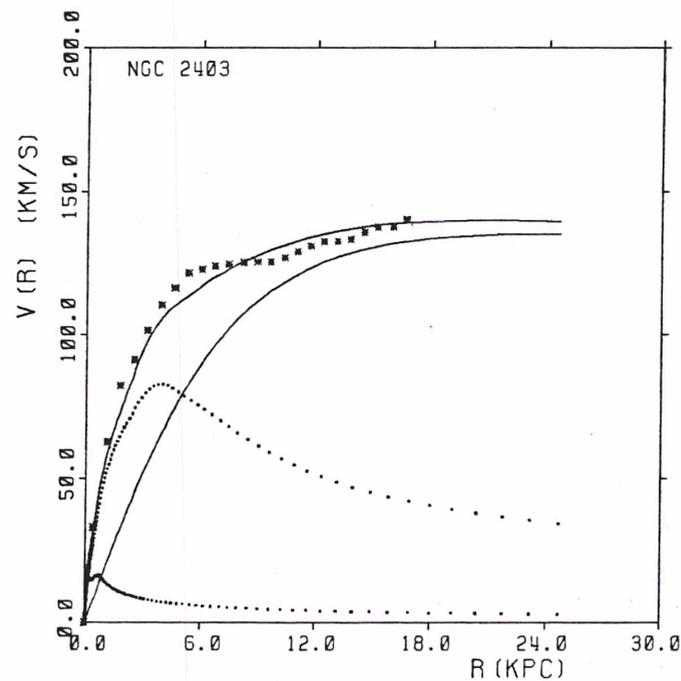
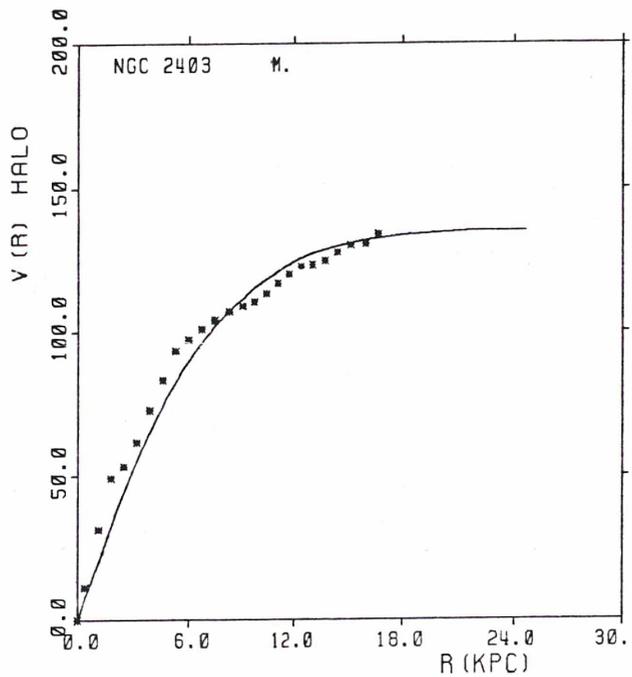
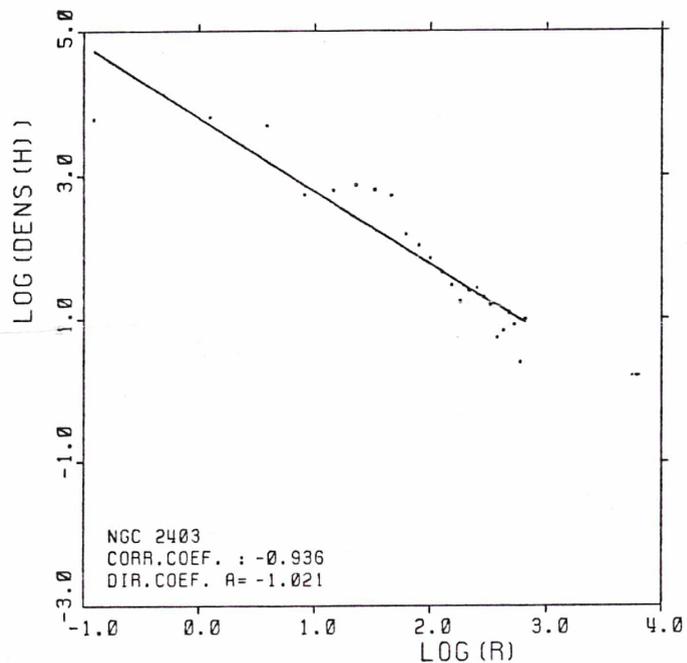


Figure (2403, 10)

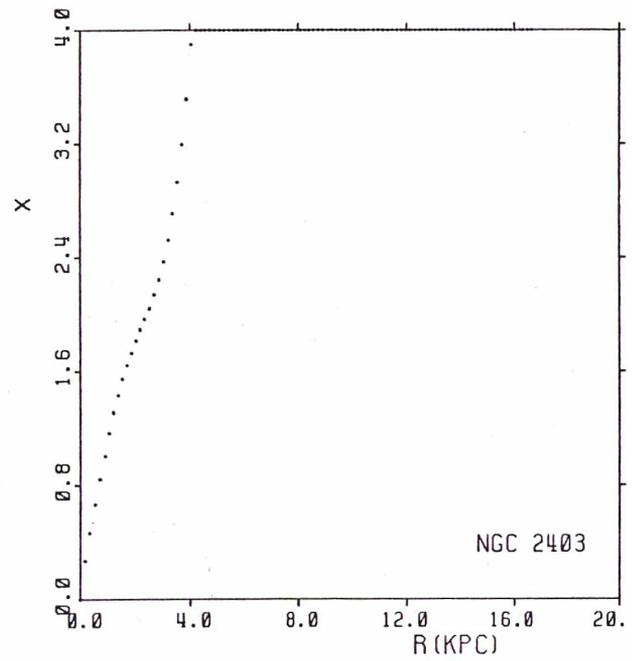
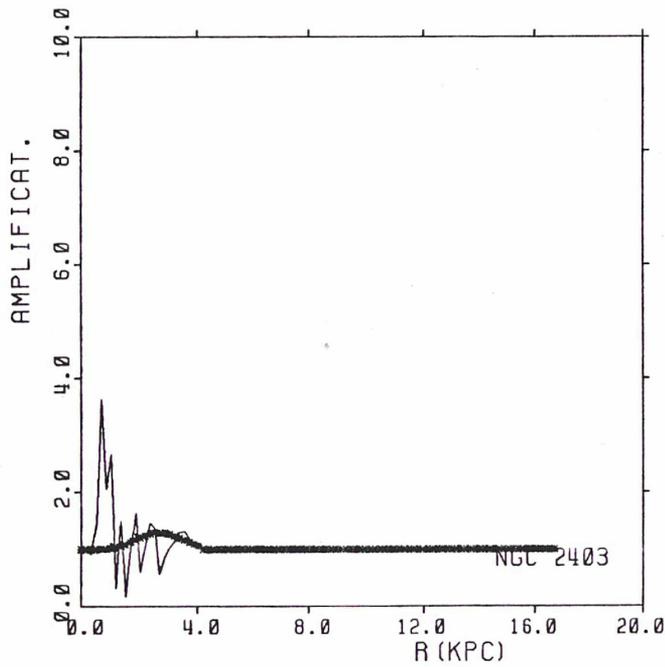
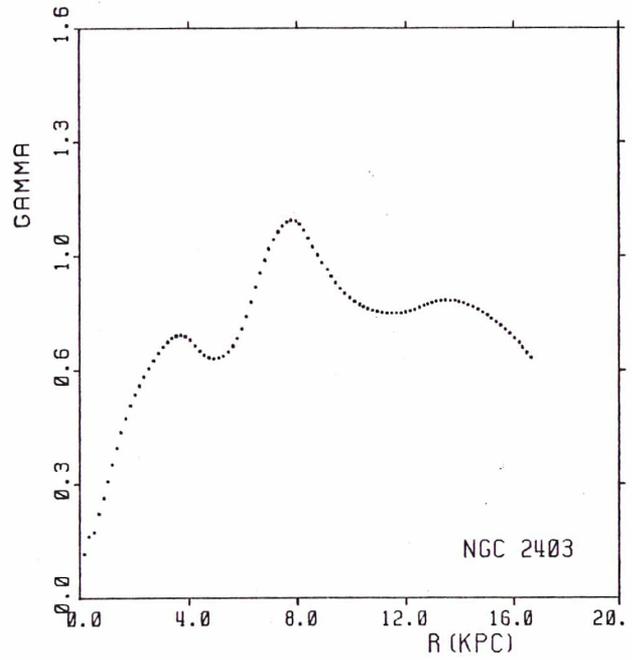
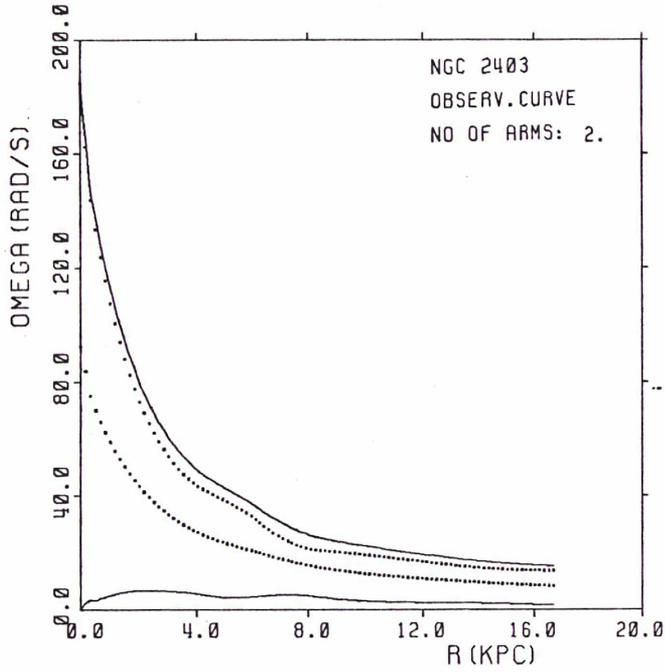


$$M/L(D) = 0.86$$

Figure (2403, 11)

NGC 2403
D0 = 18.8
SIGMA = 84.91
RC = 8.00

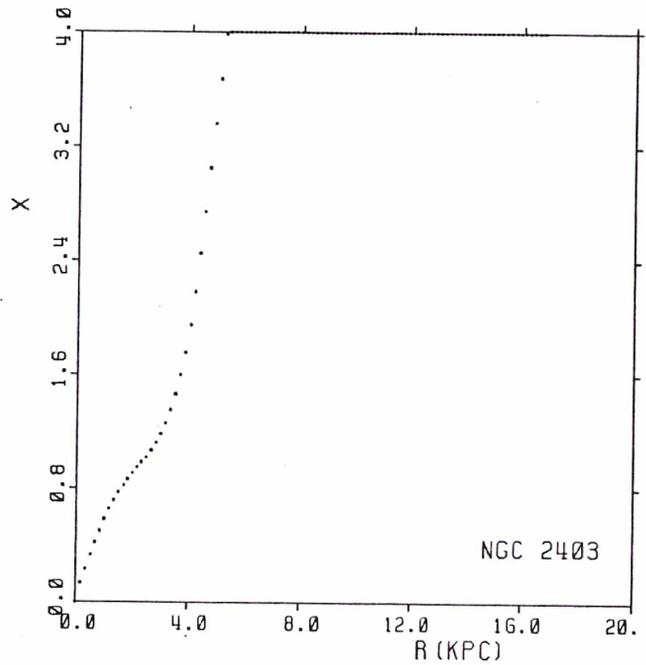
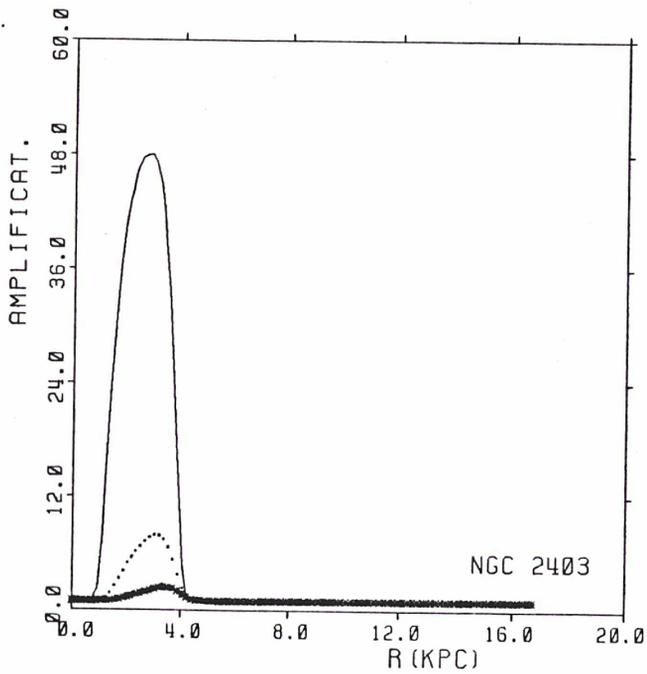
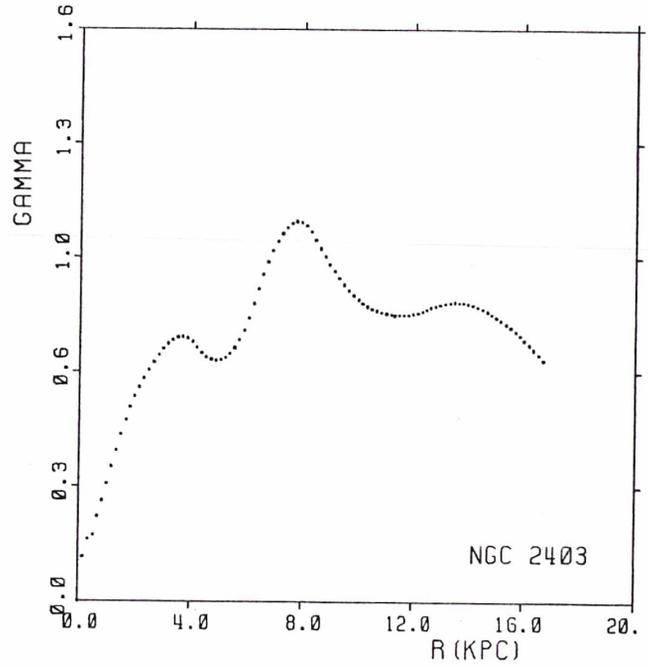
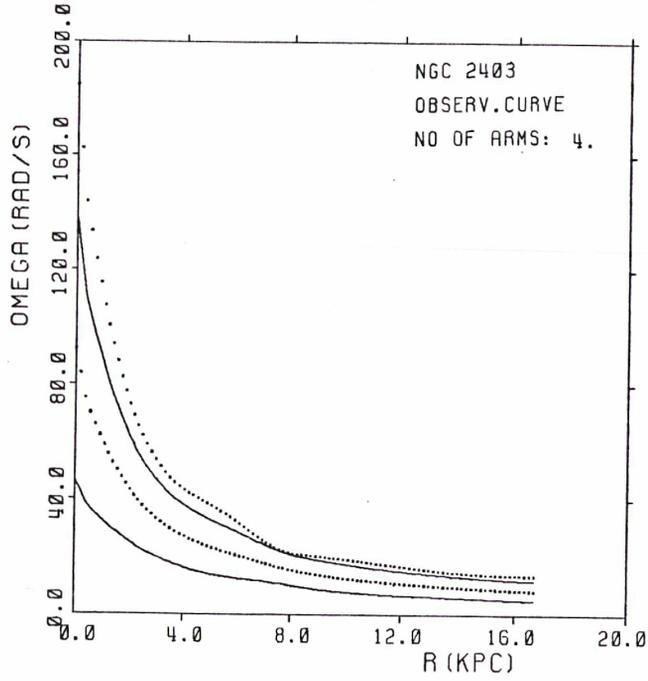
29 JUN 85



$$M/L(0) = 0.86$$

Figure (2403, 12)

29 JUN 85



$$M/L(D) = 0.86$$

Figure (2403, 13)

iii) NGC 2841

Deux modèles pour la photométrie. Ici nous utiliserons la photométrie de Boroson (1981) et de van de Kruit (1979). Les données cinématiques sont de Bosma (1981).

La solution que nous avons retenue est la solution de halo minimum (M/L du disque = 4.41) L' amplification pour $m=1$ et $m=2$ est satisfaisante. Nous avons toujours l' amplification obtenue par la courbe calculée qui a une valeur importante pour quatre points. Ce problème est dû aux petites irrégularités de la courbe calculée qui, au moment où elle monte, présente une "marche" qui crée cette amplification.

La deuxième solution ($M/L(d)=2.72$) est une solution d' halo monotone. L' amplification de la structure $m=2$ est très faible. C' est une solution qui montre la valeur la plus basse du rapport M/L dans la limite de l' acceptable.

Il faut aussi faire deux remarques assez importantes concernant l' ajustement de la vitesse de rotation du halo avec la courbe de la sphère isotherme:

i) Dans la majorité des cas, quand on diminue la valeur du M/L du disque en s' éloignant de la solution de halo minimum, la vitesse du halo calculée est de plus en plus mal ajustée par le halo isotherme.

ii) Dans ces cas le maximum de la vitesse se manifeste assez rapidement. Ainsi la courbe de la vitesse totale (modèle: bulbe+disque+halo isotherme) présente une chute sensible de vitesse vers les parties extérieures. Ce phénomène apparaît beaucoup plus clairement à l' exemple suivant: NGC 7217.

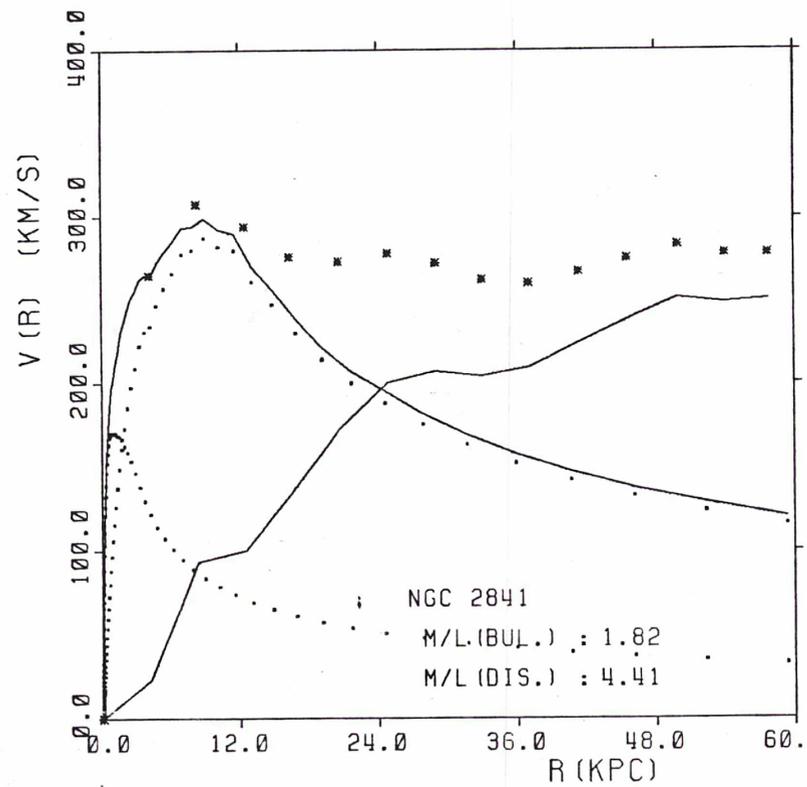
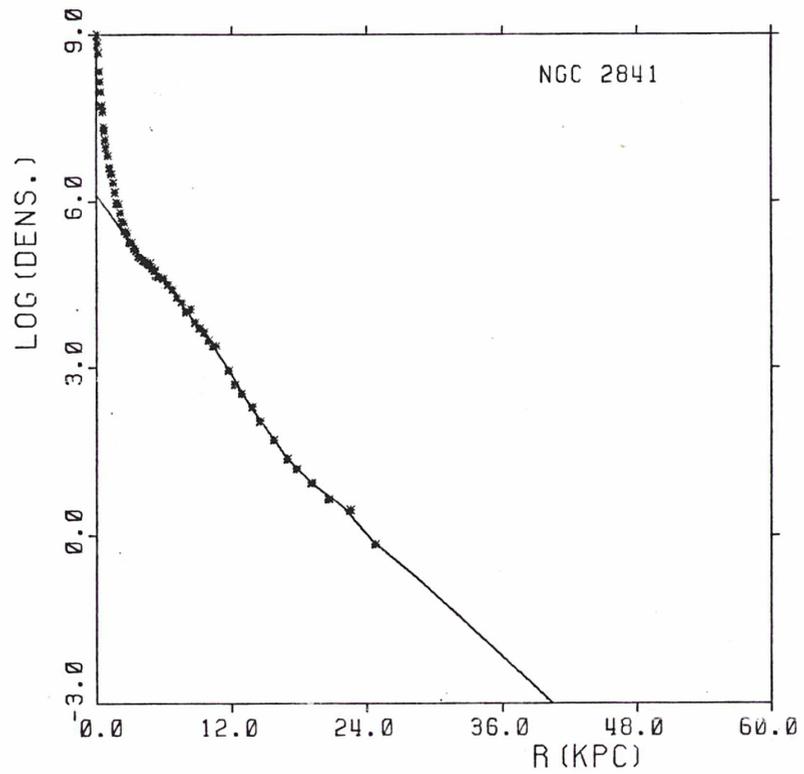
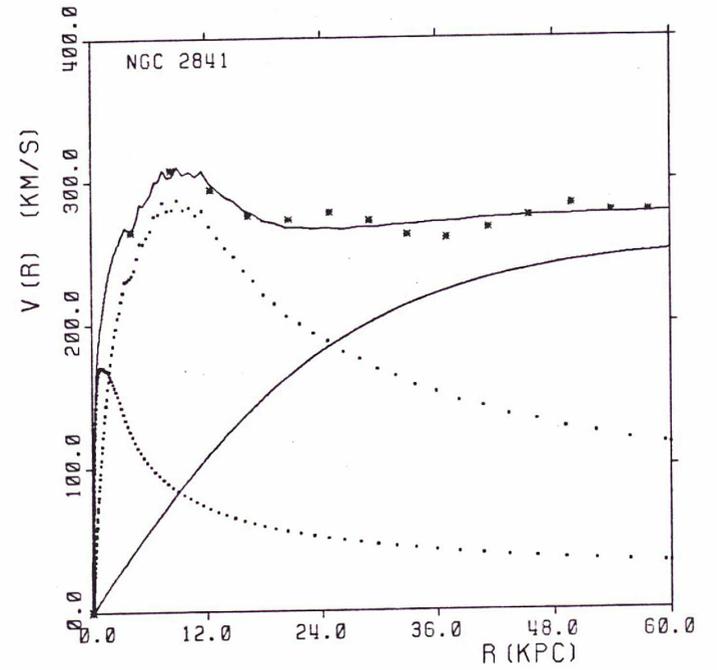
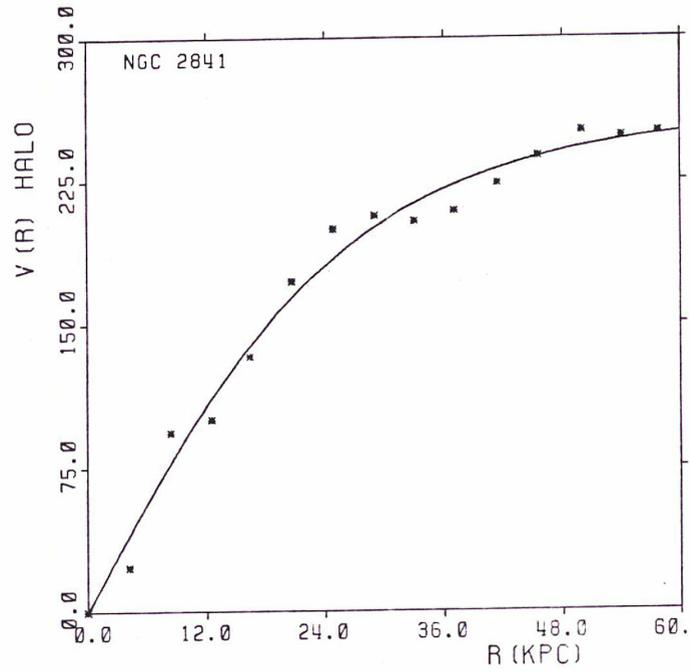
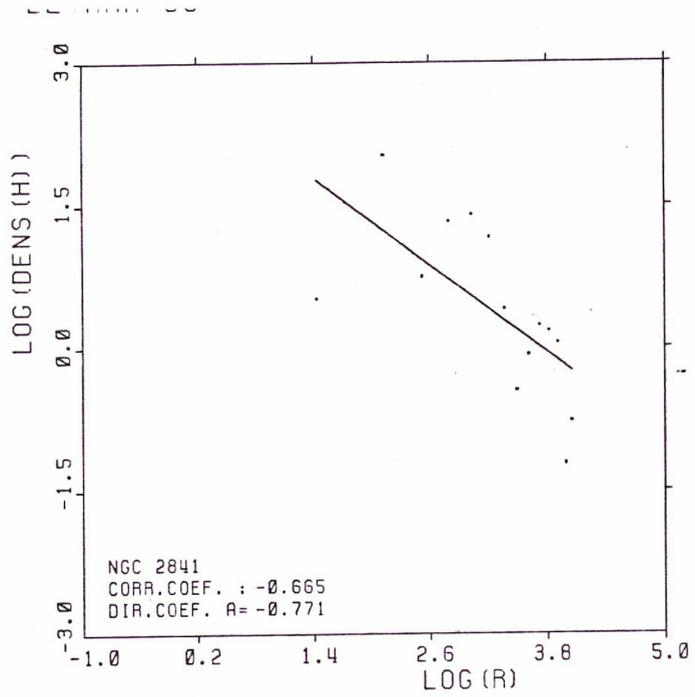


Figure (2841, 1)



$$M/L(D) = 4.41$$

Figure(2841, 2)

NGC 2841

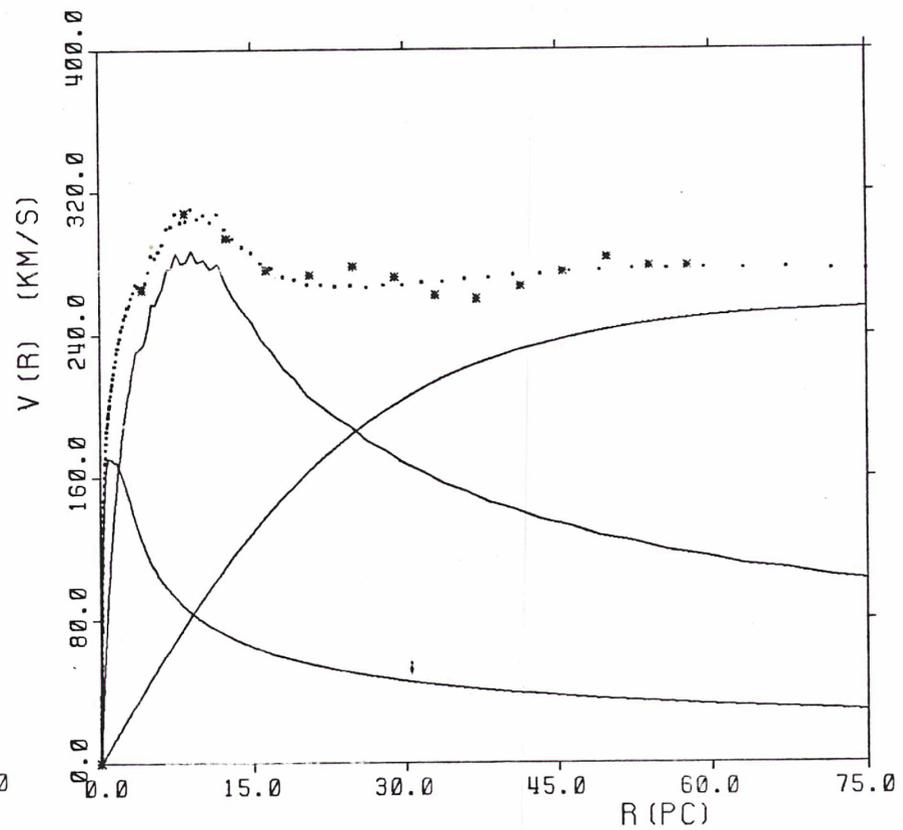
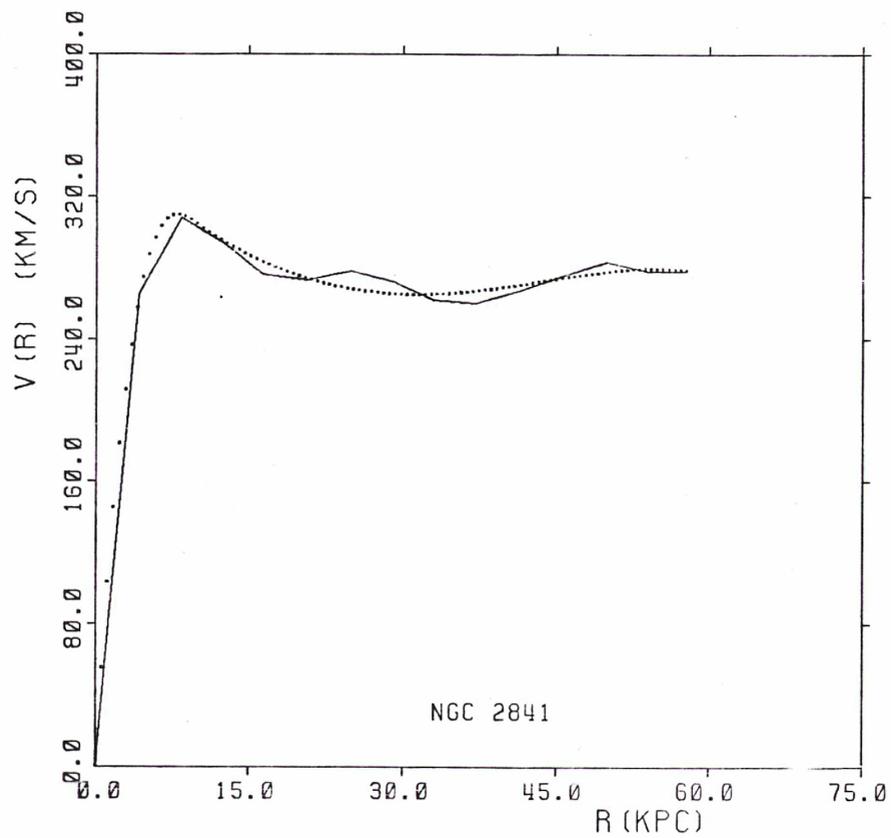
$D_0 = 5.1$

$SIGMA = 160.38$

$RC = 28.97$

2 MAR 85

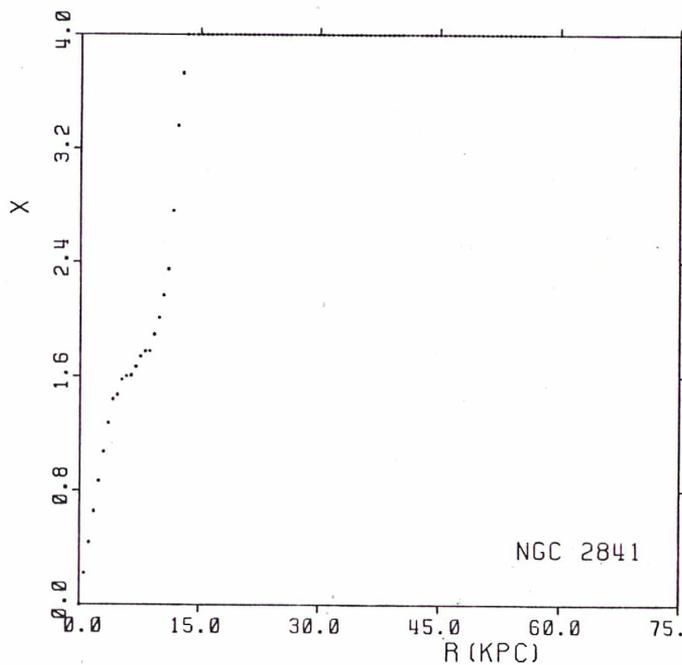
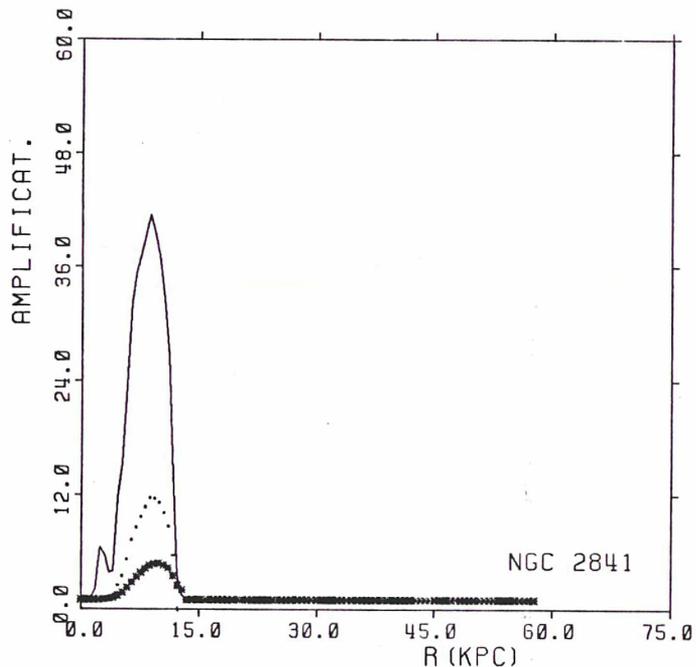
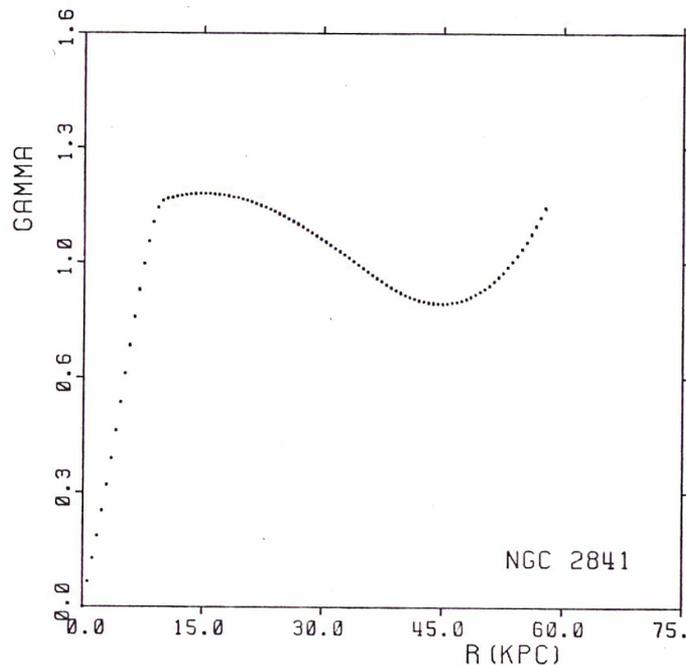
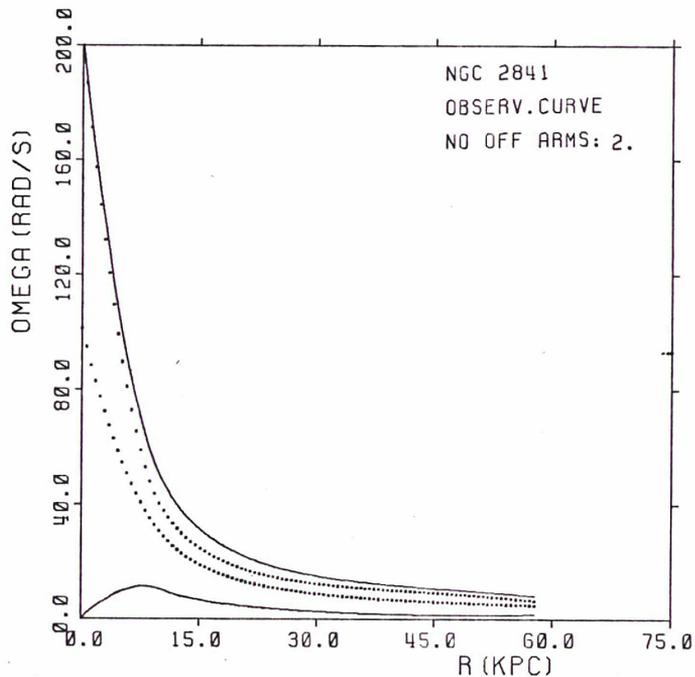
MAR 85



$$M/L(D) = 4.41$$

Figure(2841, 3)

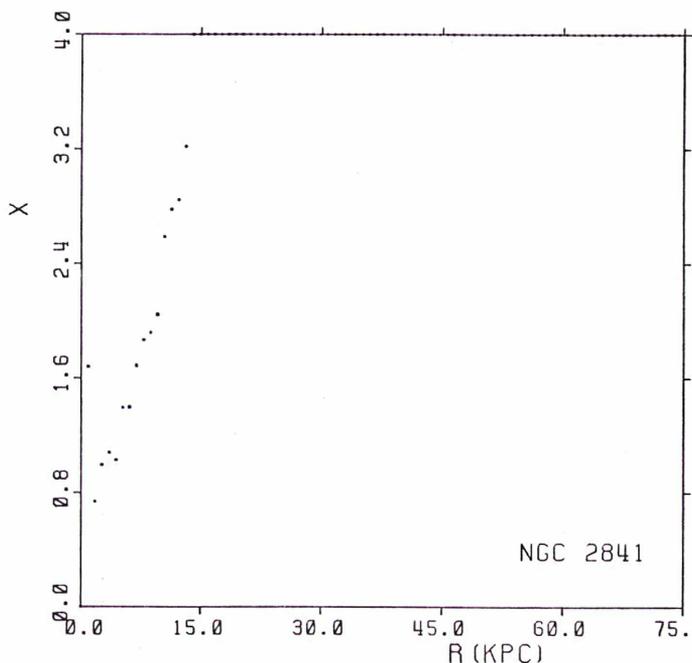
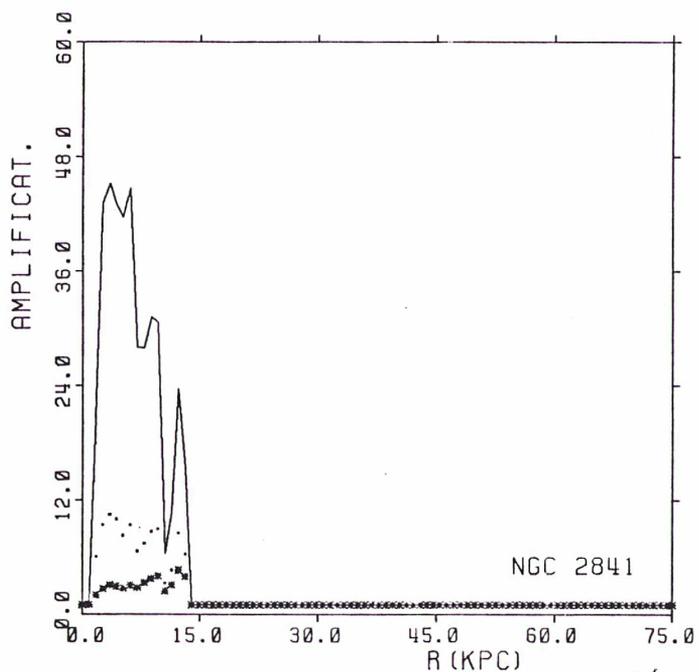
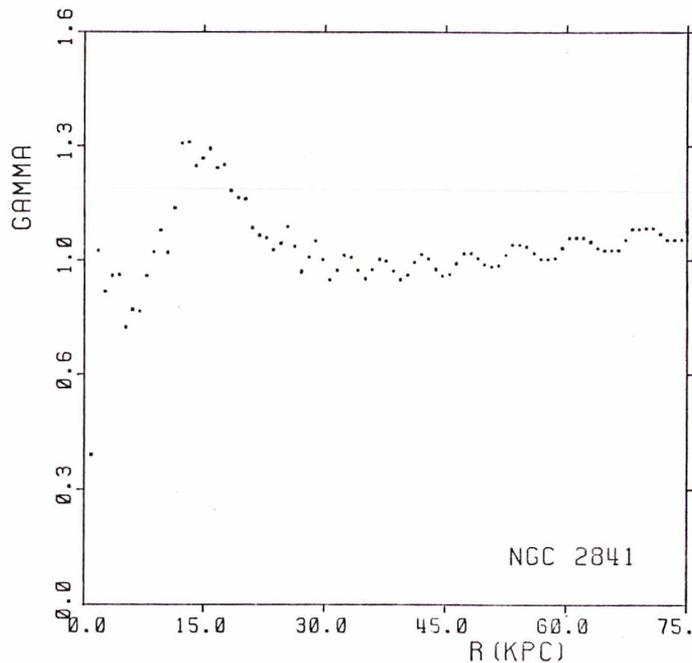
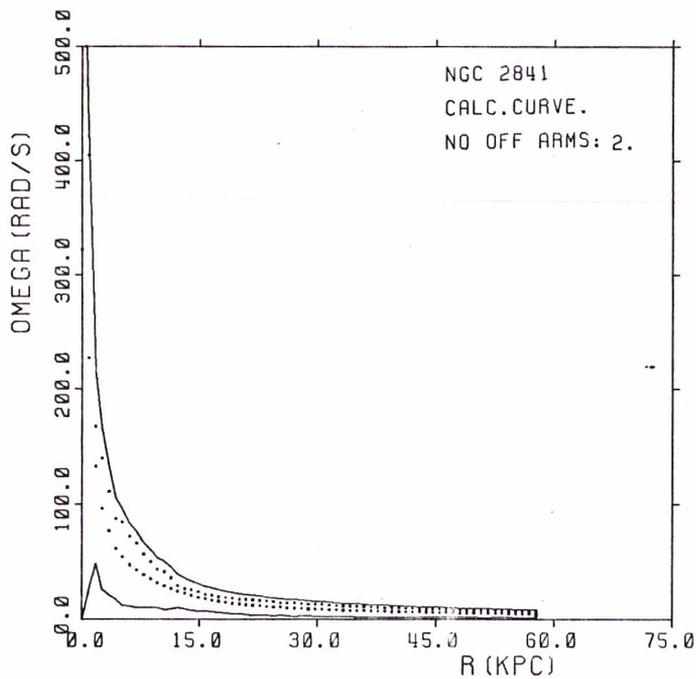
22 MAR 85



$$M/L(D) = 4.41$$

Figure (2841, 4)

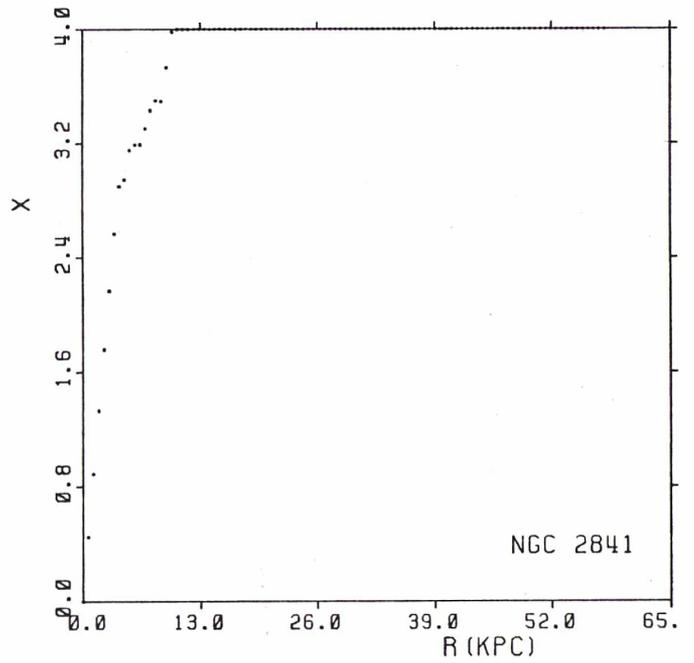
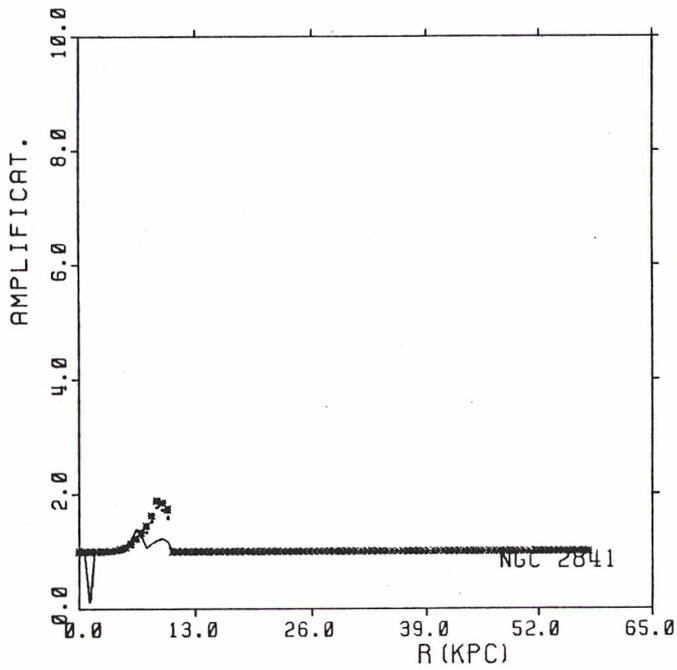
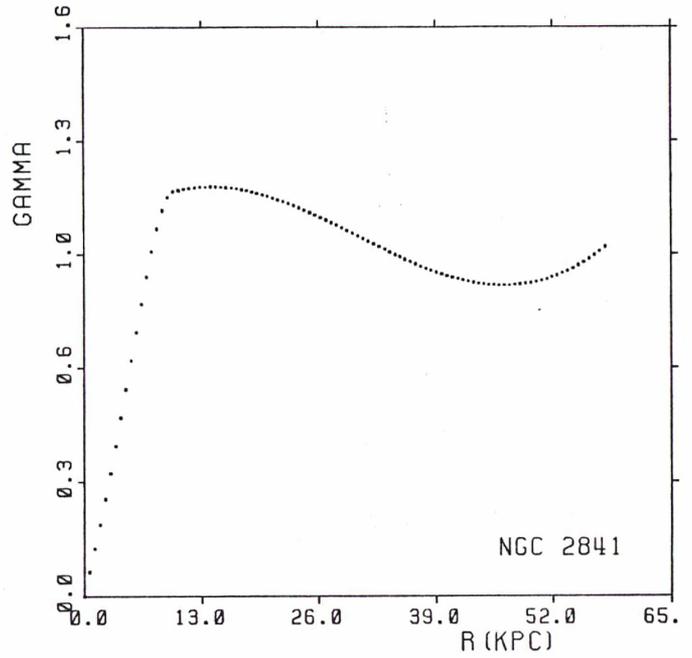
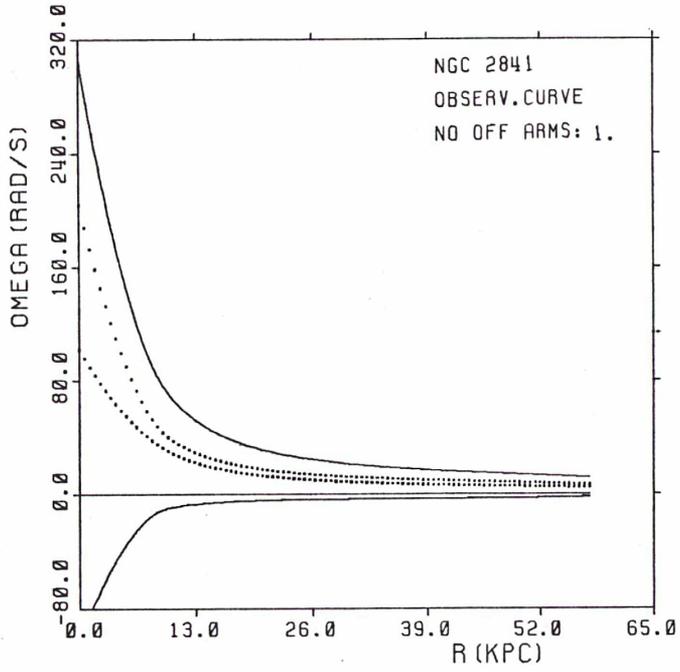
22 MAR 85



$$M/L(0) = 4.41$$

Figure (2841, 5)

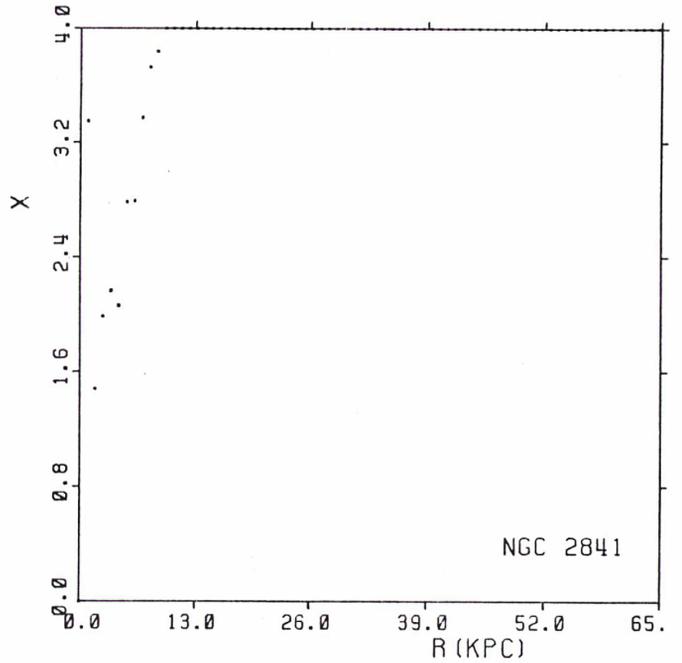
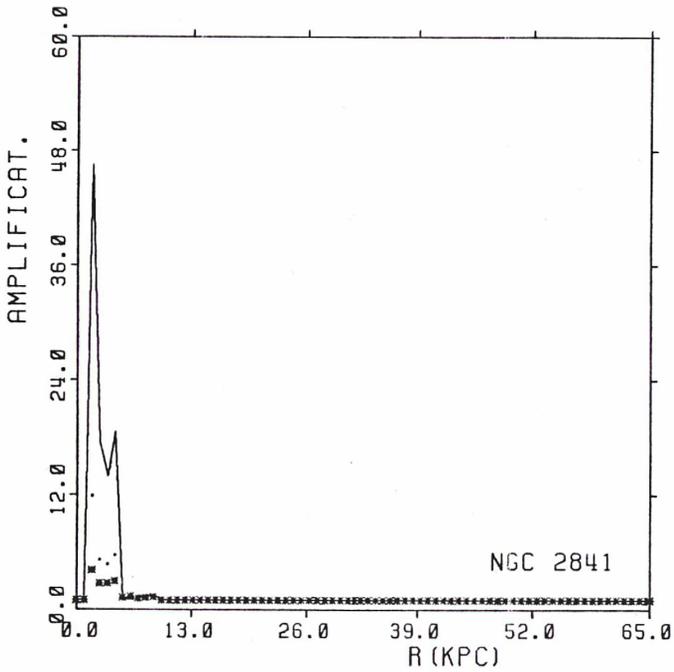
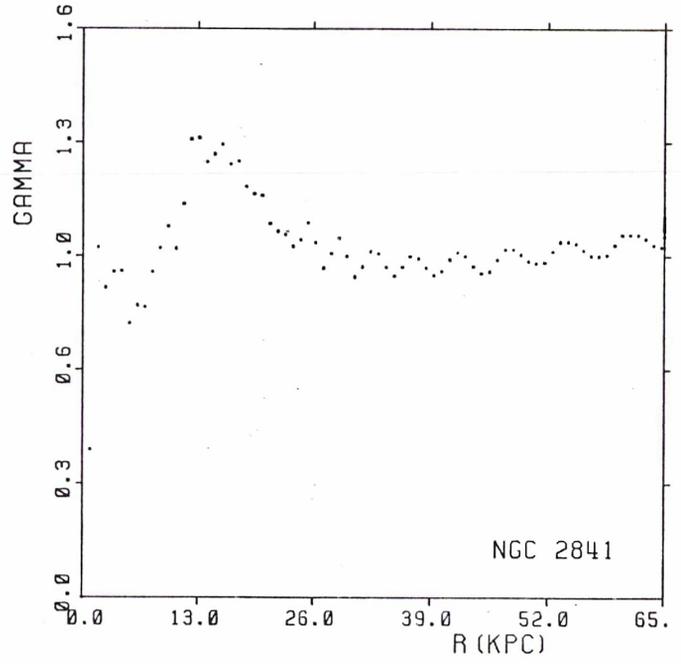
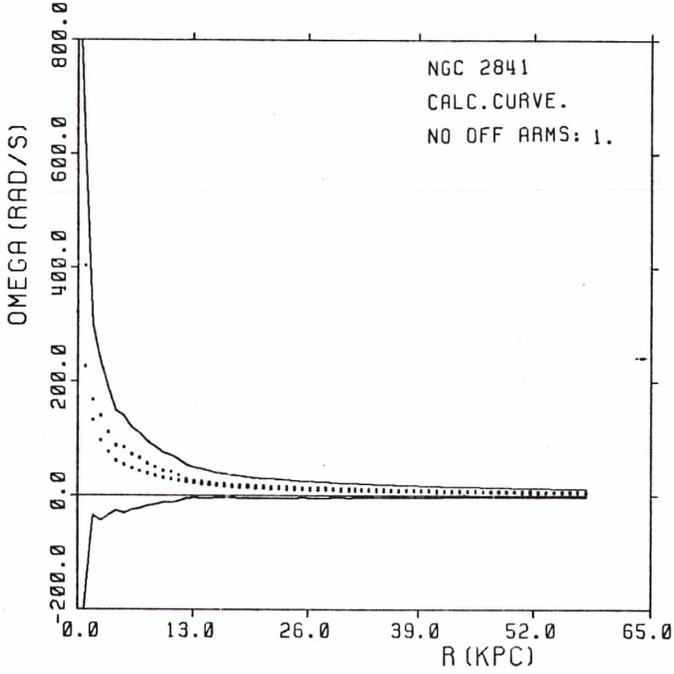
26 APR 85



$$M/L(D) = 4.41$$

Figure (2841, 6)

26 APR 85



$M/L(D) = 4.41$
Figure (2841, 7)

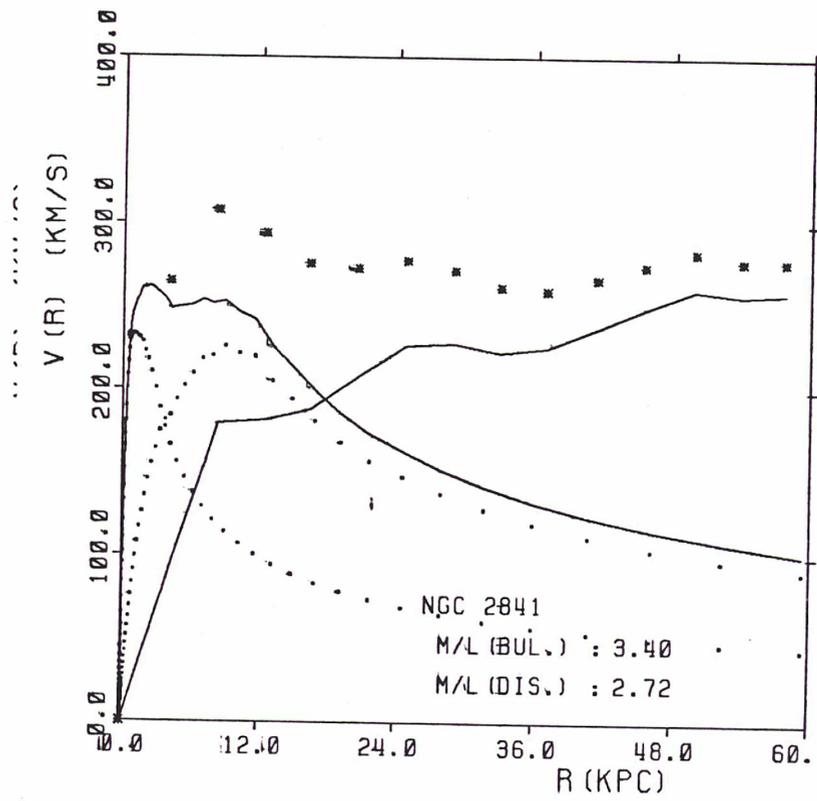
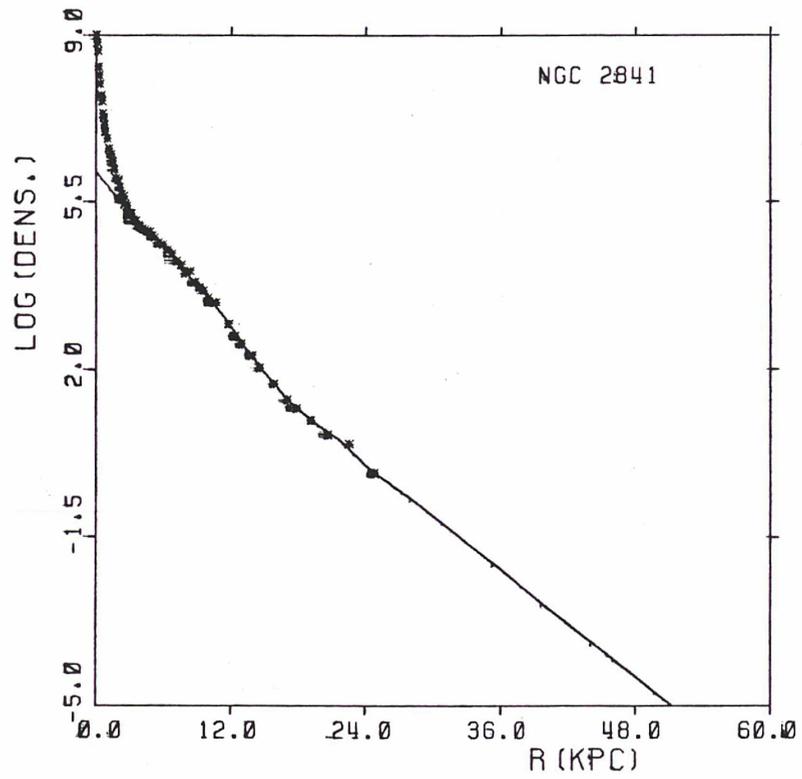
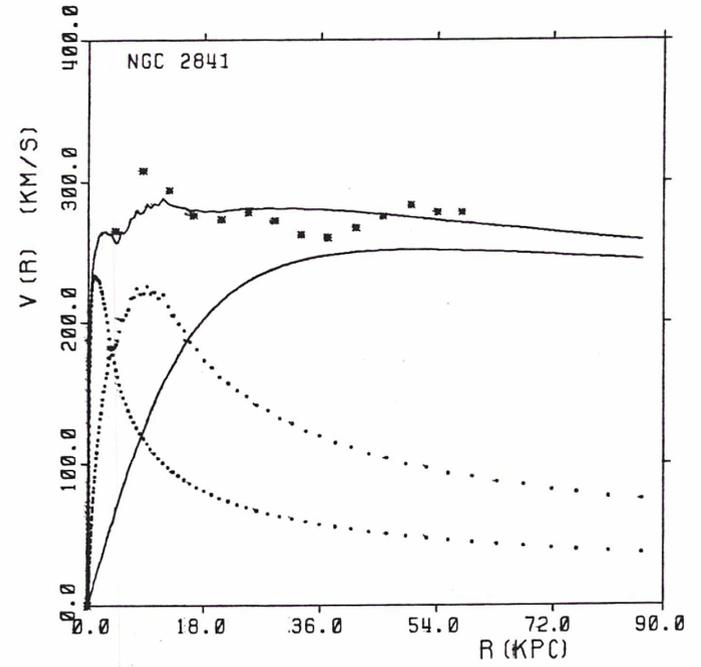
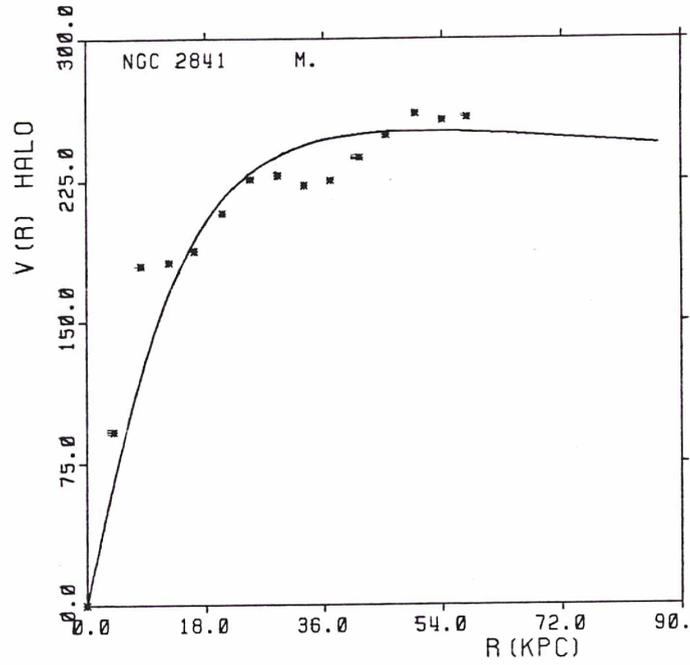
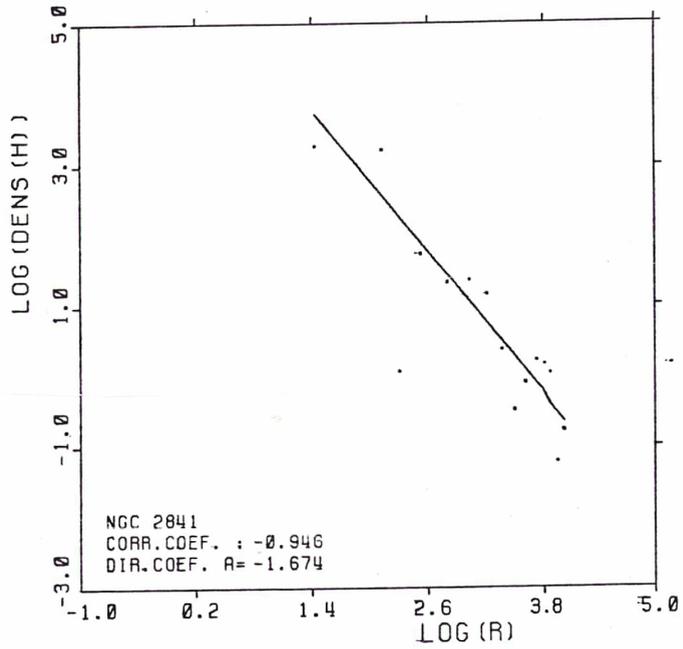


Figure (2841, 8)



-981-

$$M/L(D) = 2.72$$

Figure(2841, 9)

NGC 2841

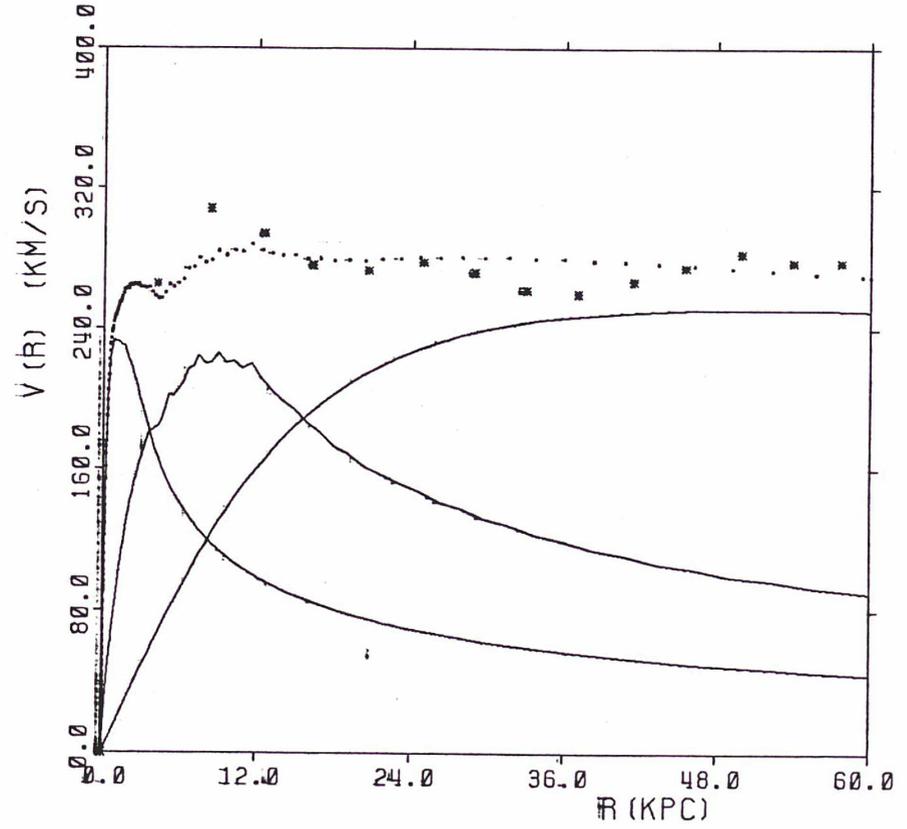
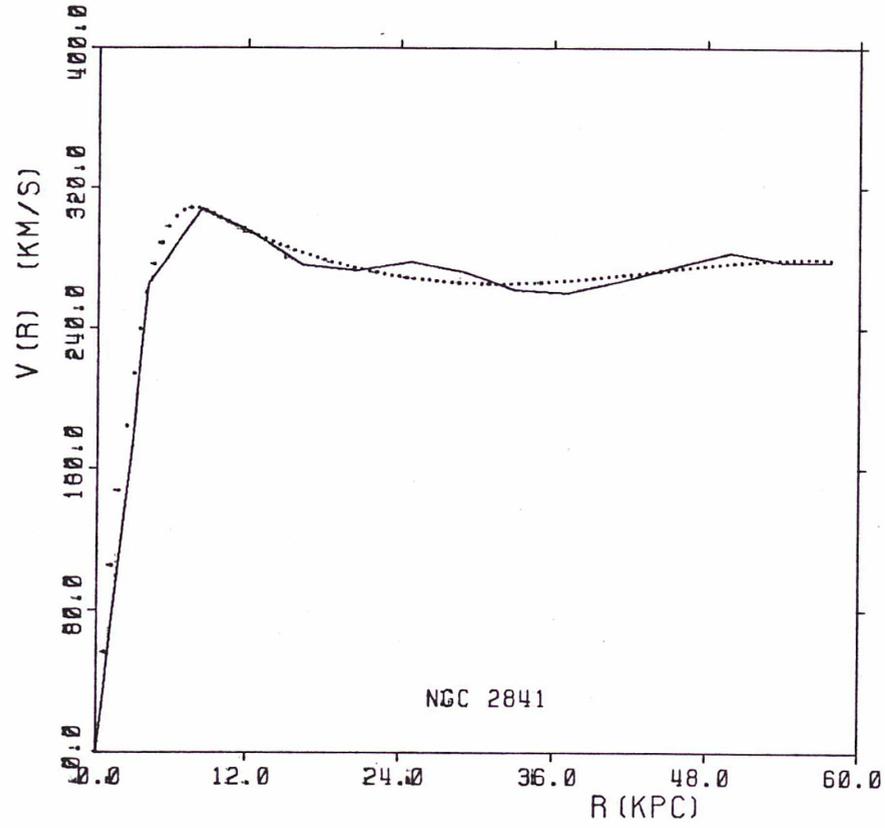
$D_0 = 14.4$

$SIGMA = 157.86$

$RC = 17.00$

9 MAY 85

9 MAY 85

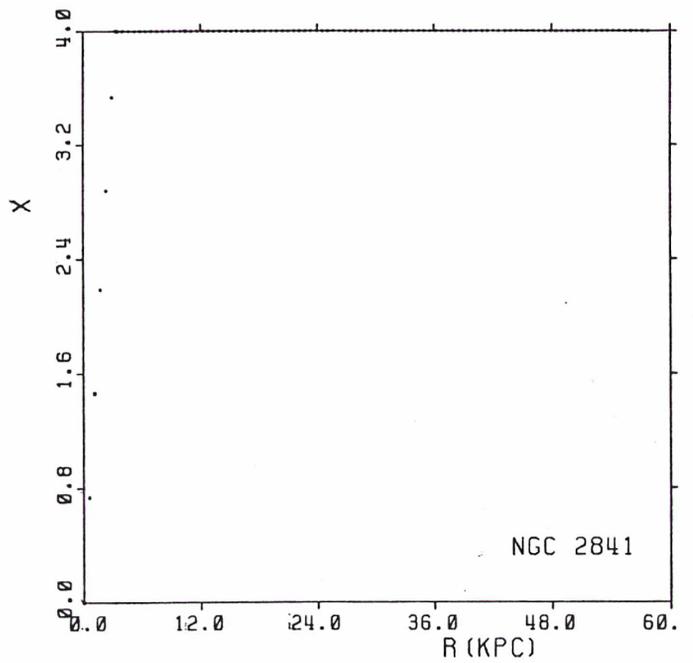
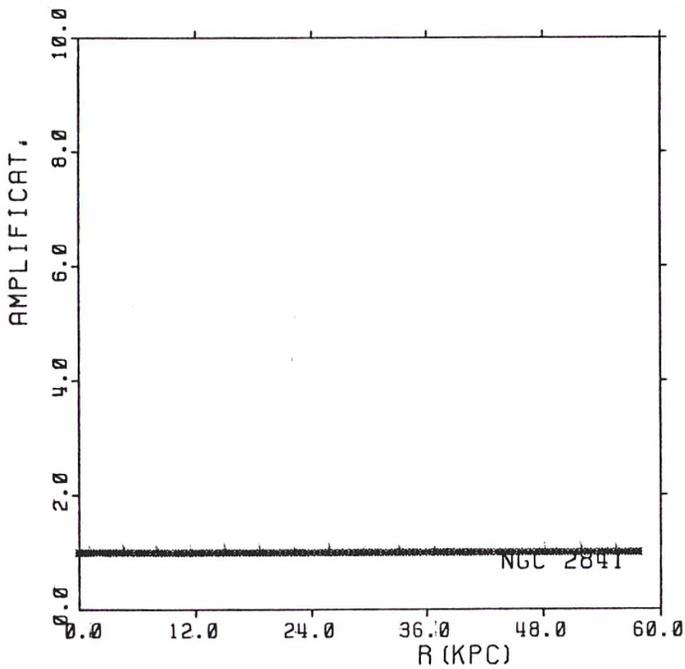
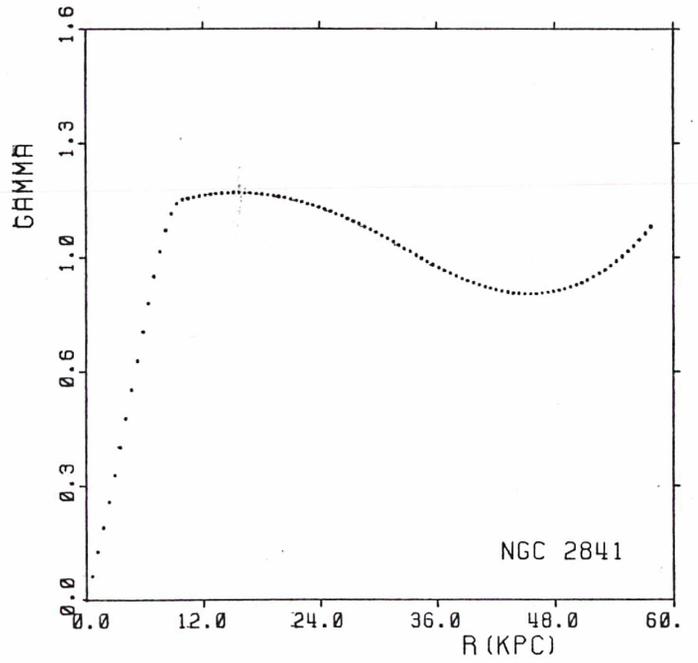
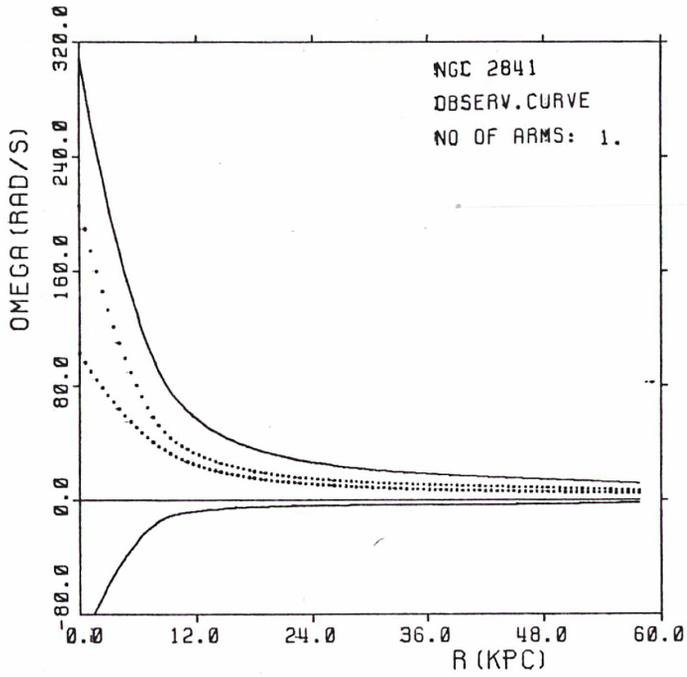


$$M/L(0) = 2.72$$

Figure(2841, 10)

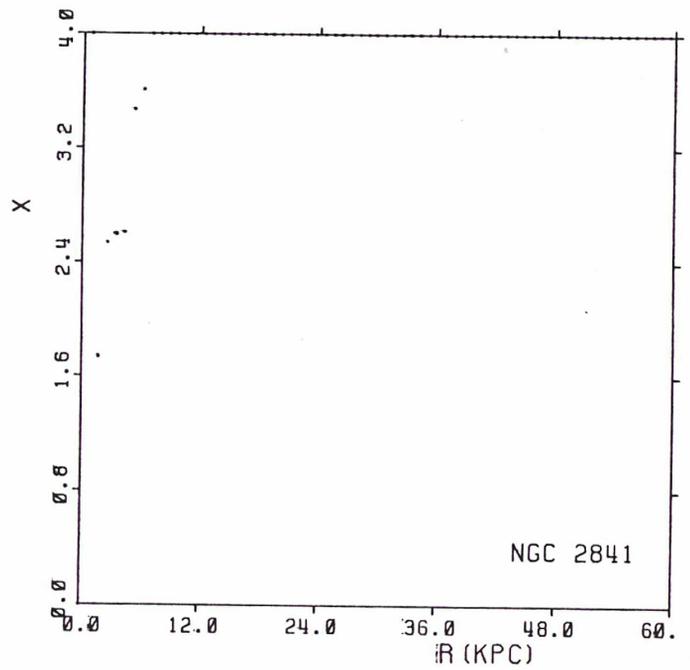
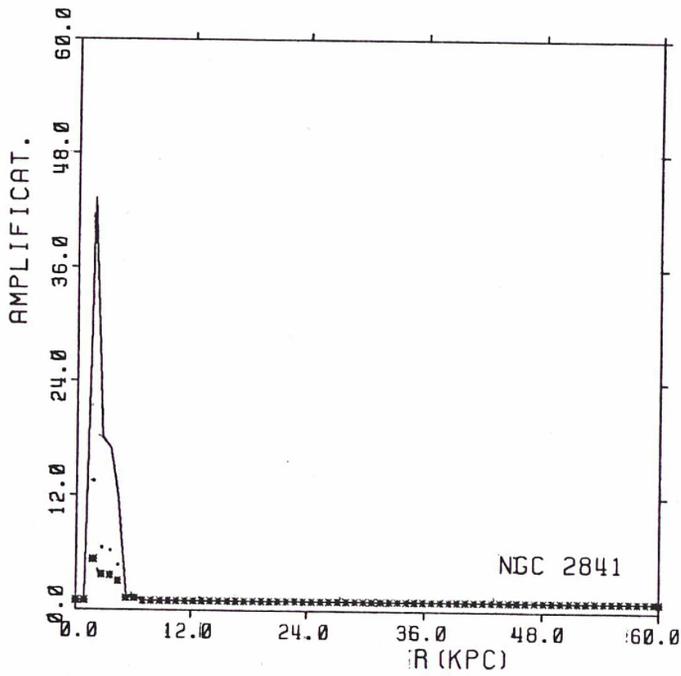
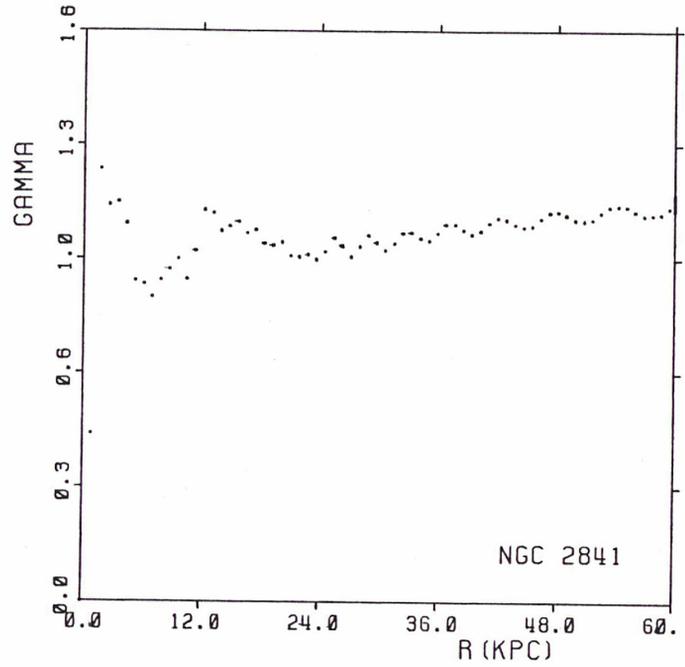
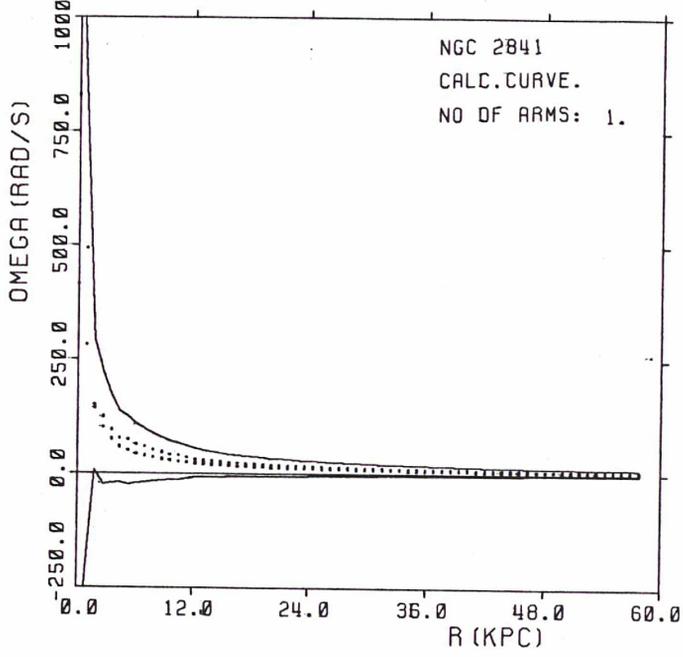
- 481 -

9 MAY 85



$M/L(0) = 2.72$
Figure (2841, 11)

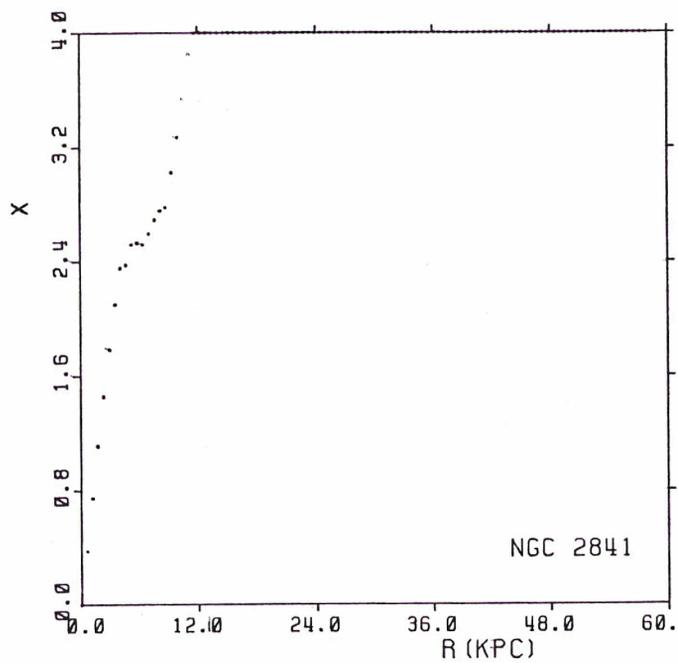
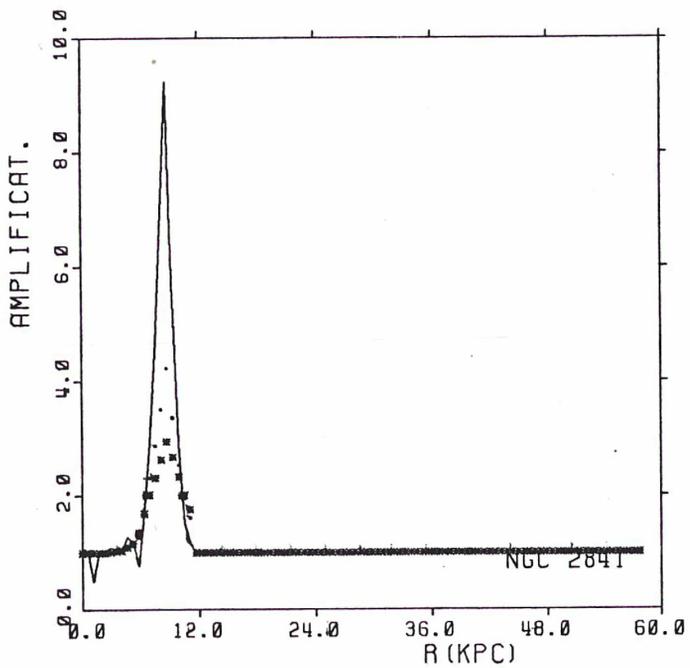
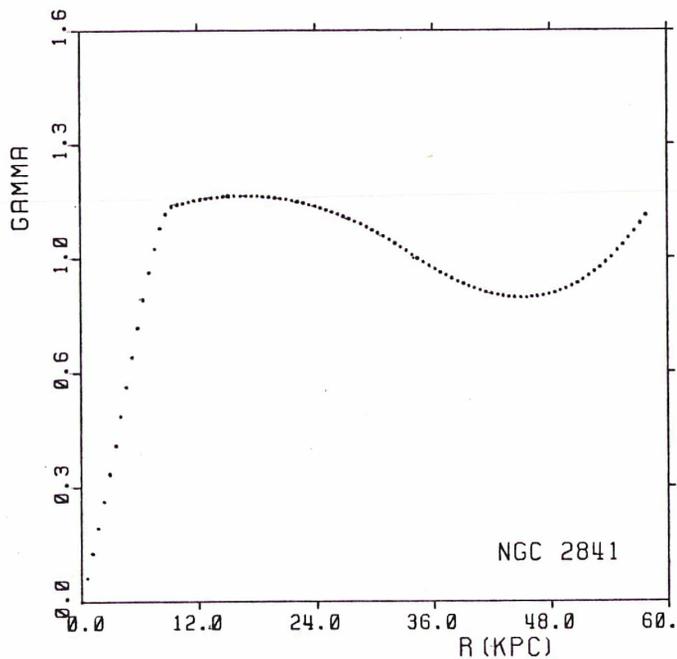
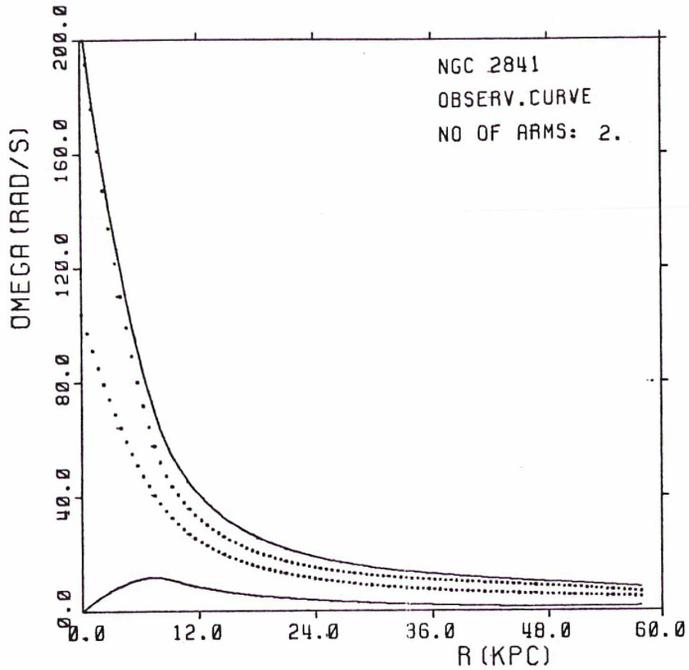
MAY 85



$$M/L(D) = 2.72$$

Figure (2841, 12)

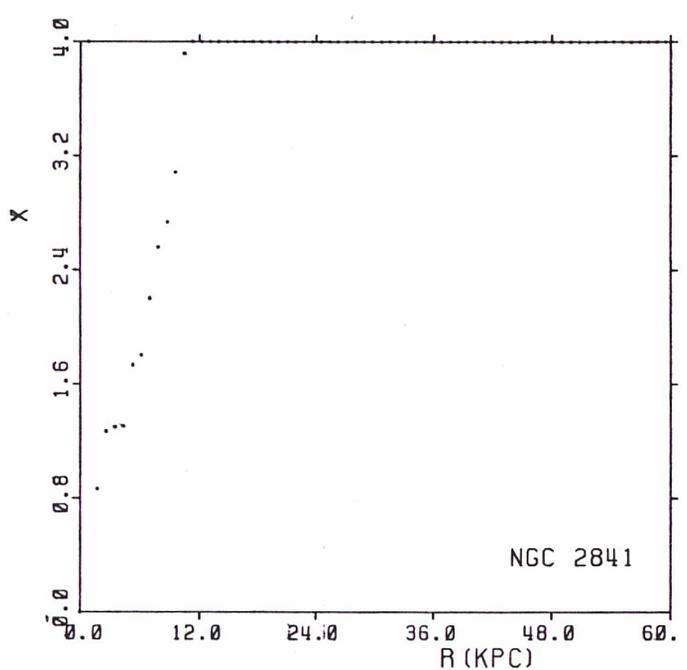
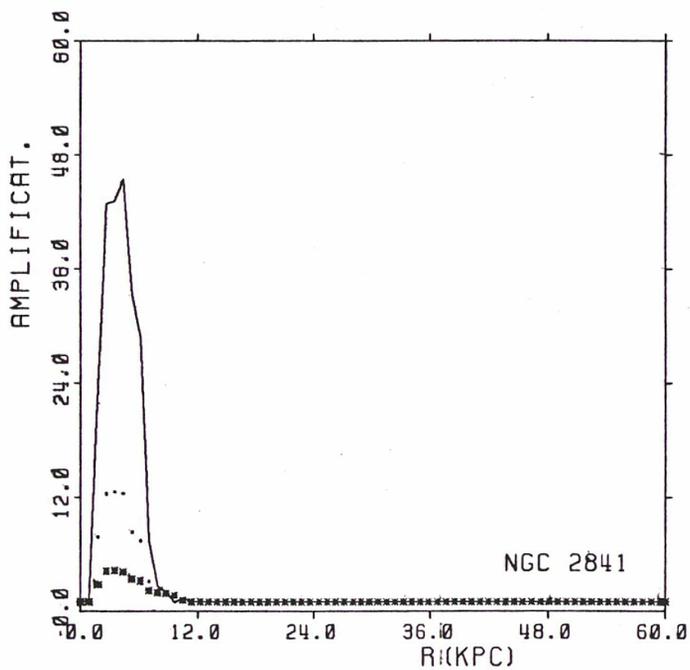
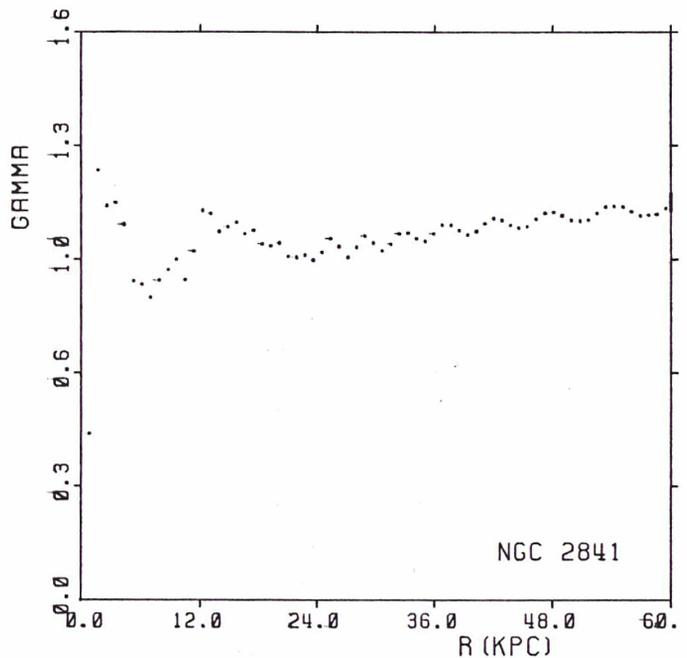
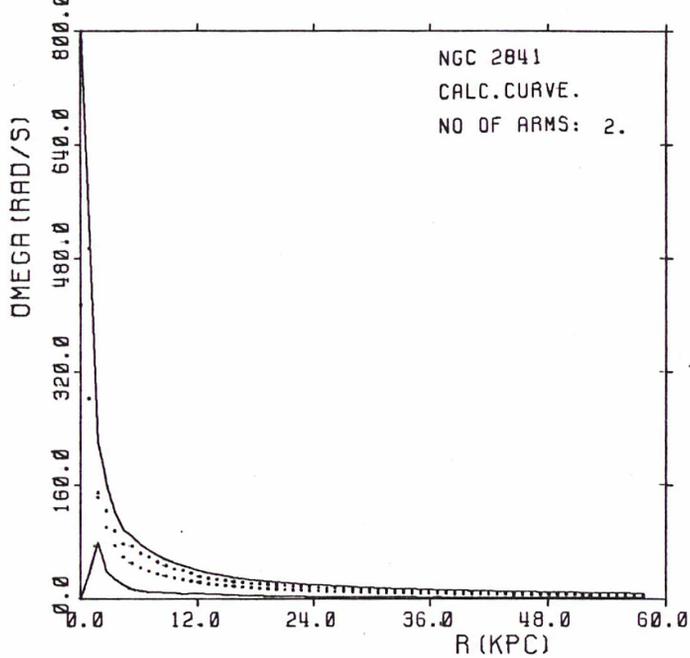
9 MAY 85



$$M/L(D) = 2.72$$

Figure (2841, 13)

Q MAY 85



$$M/L(D) = 2.72$$

Figure (2841, 14)

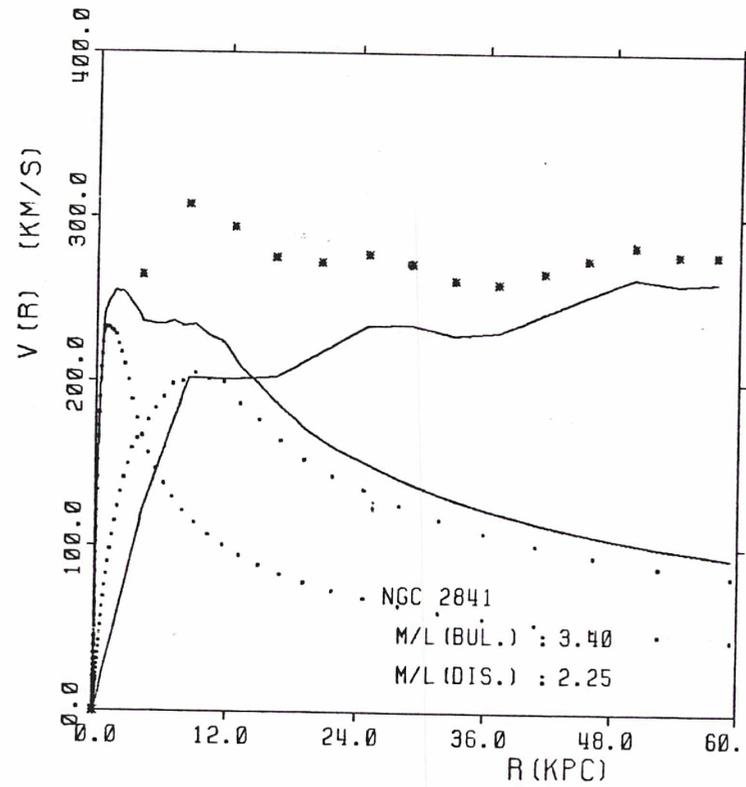
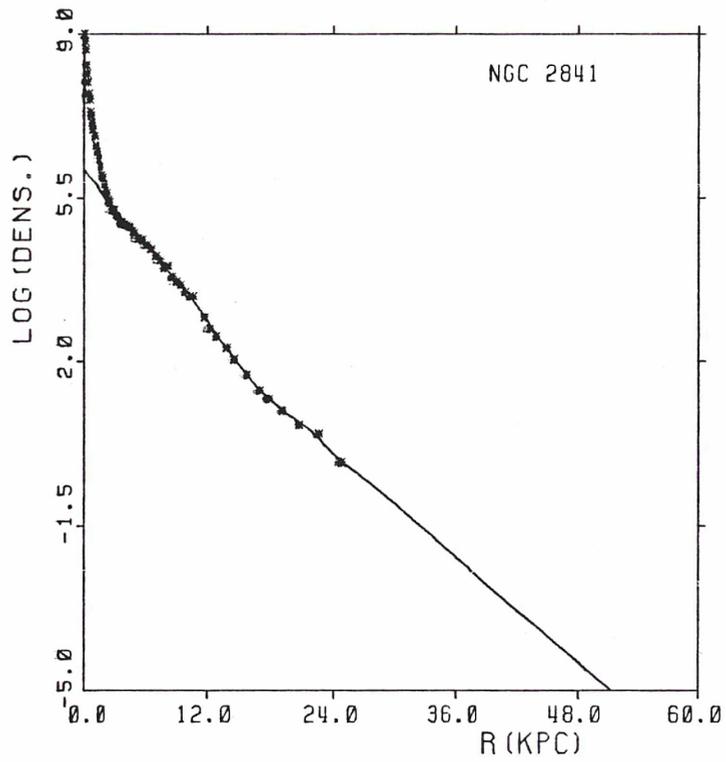
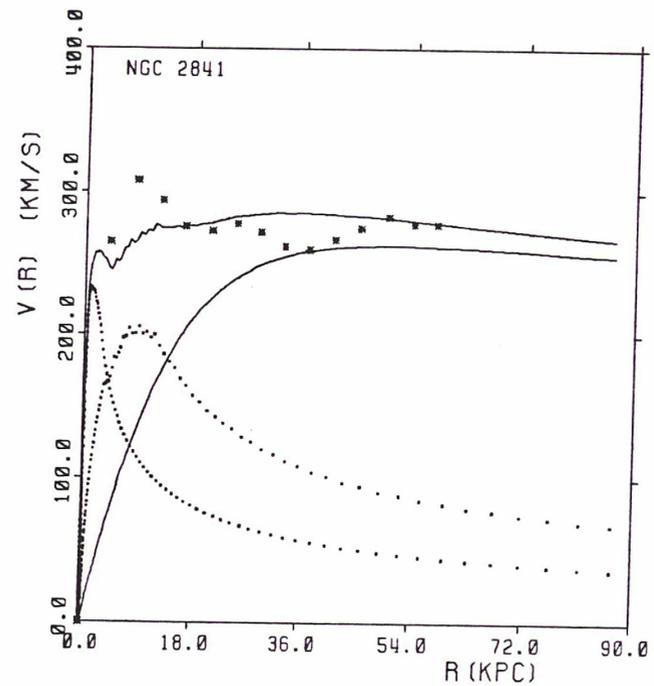
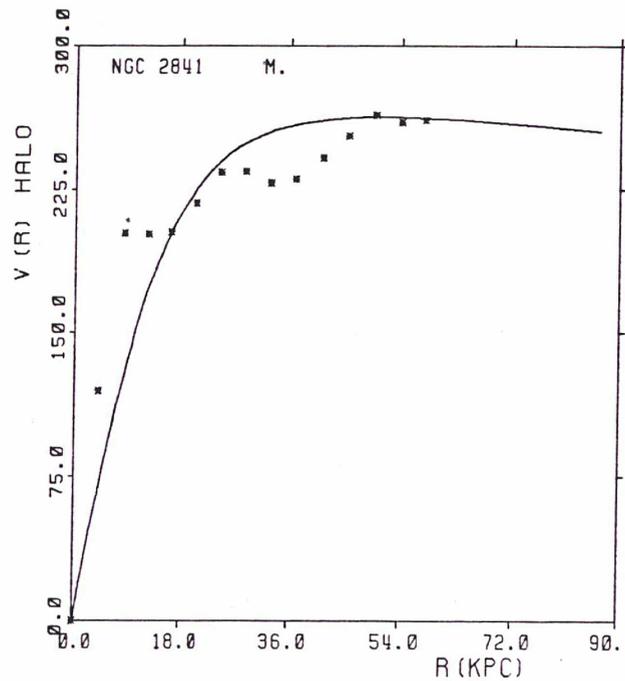
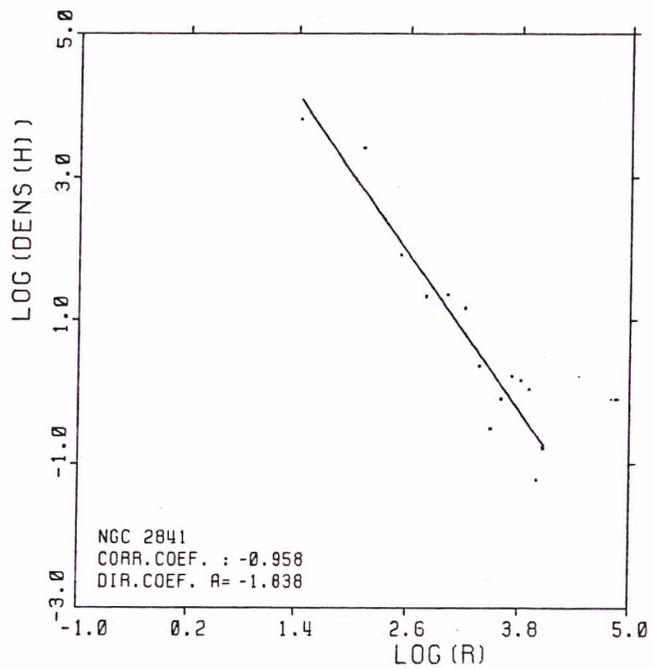


Figure (2841, 15)

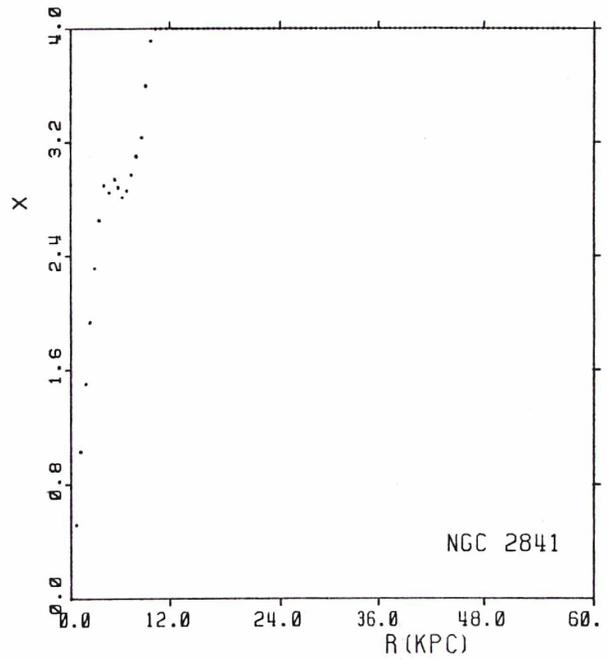
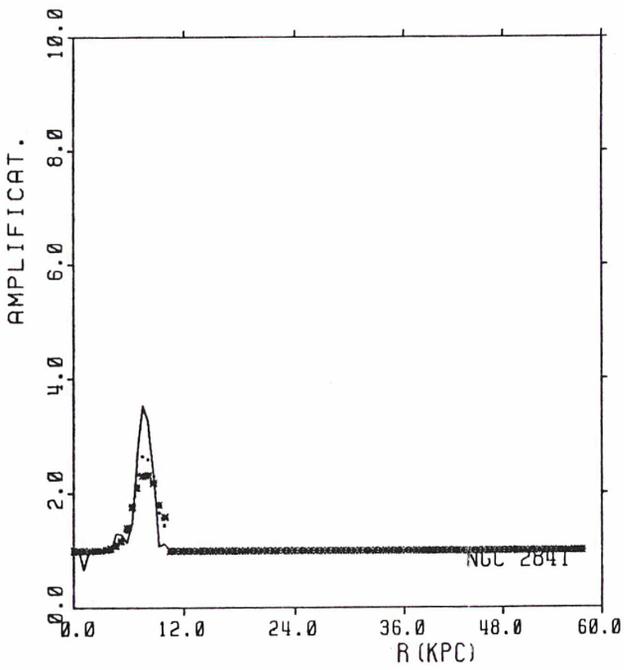
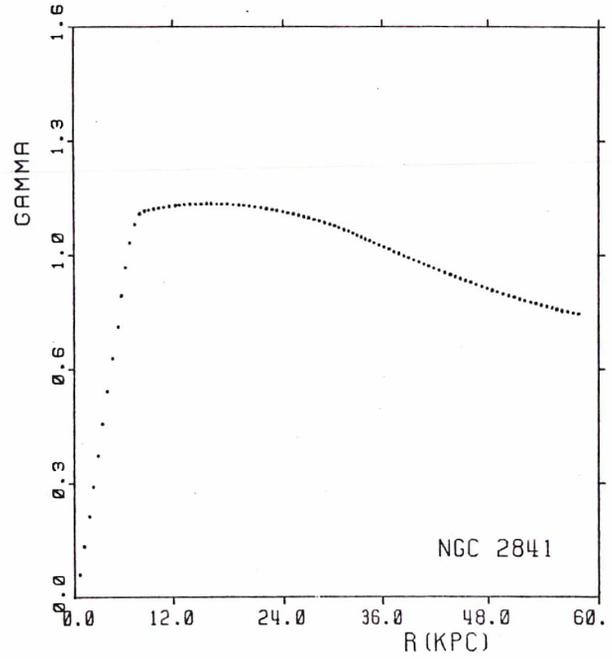
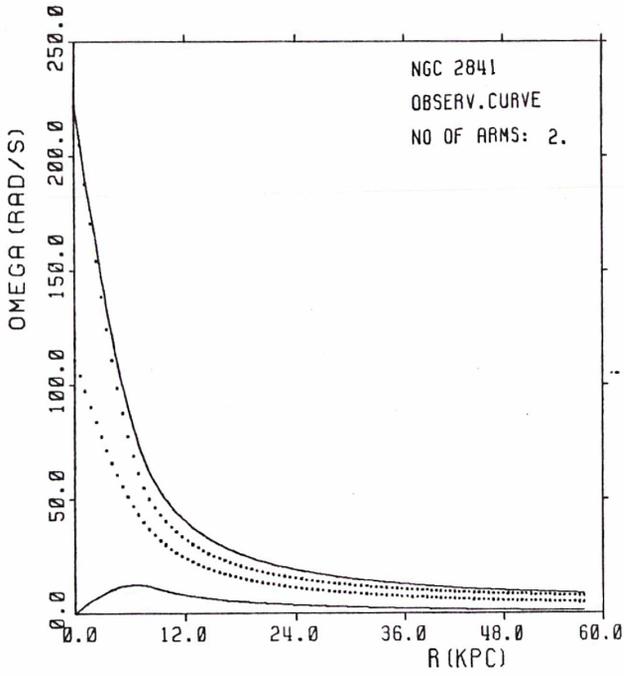


$$M/L(D) = 2.25$$

Figure (2841, 16)

NGC 2841
D0 = 15.7
SIGMA = 165.09
RC = 17.00

29 JUN 85



$M/L(D) = 2.25$
Figure (2841, 17)

iv) NGC 7217

Cette galaxie est une des quatre dont A.Kalnajs (1983) a pu retrouver la courbe de rotation sans utiliser un halo. Il faut noter que les données cinématiques (Bosma et al. 1985 et Peterson et al. 1978) n'arrivent pas assez loin. Ainsi la solution sans halo devient possible. En regardant la figure (7217,2) nous constatons que la courbe calculée manifeste, à partir du rayon $r=10$, une chute assez importante et nous ne pouvons pas dire si c'est aussi le cas pour la vitesse observée.

La première solution présentée ici ($M/L(d)=4.20$) est la solution sans halo et ressemble beaucoup à celle de Kalnajs, figure (7217,1). Son inconvénient: l'amplification pour $m=1$ est très grande.

Les figures suivantes montrent la solution que nous avons adoptée ($M/L(d)=2.56$). L'amplification que nous calculons est tout-à-fait convenable (pour $m=1$ suffisamment petite tandis que pour $m=2$ est correcte).

La troisième solution nous donne la valeur limite pour le rapport M/L du disque ($=1.56$).

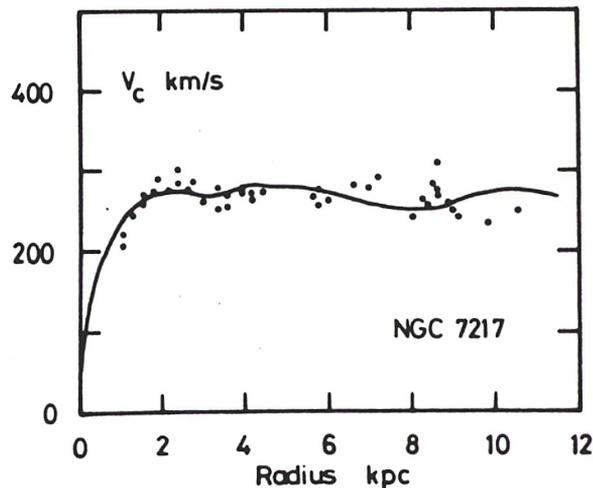


Figure (7217,1): La solution donnée par Kalnajs.

29 JUN 85

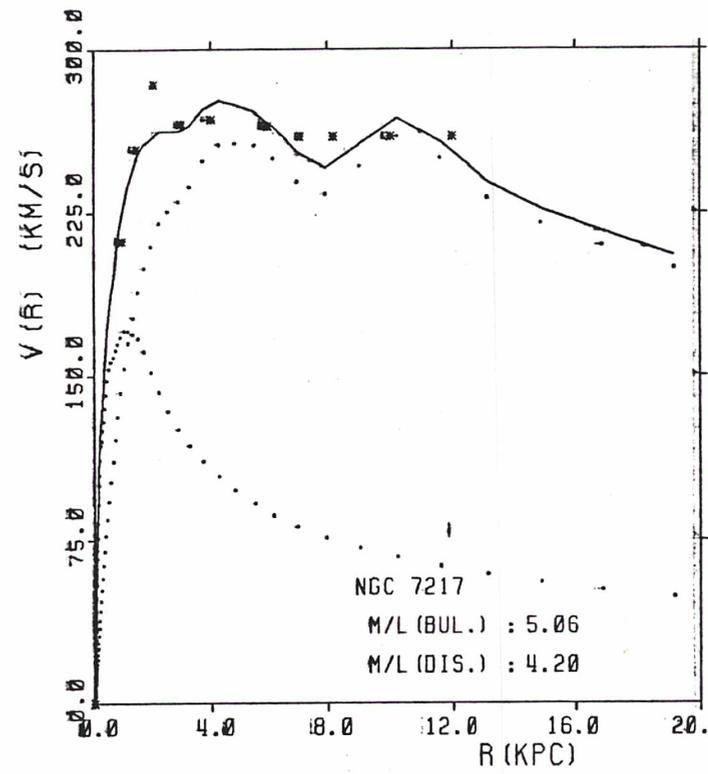
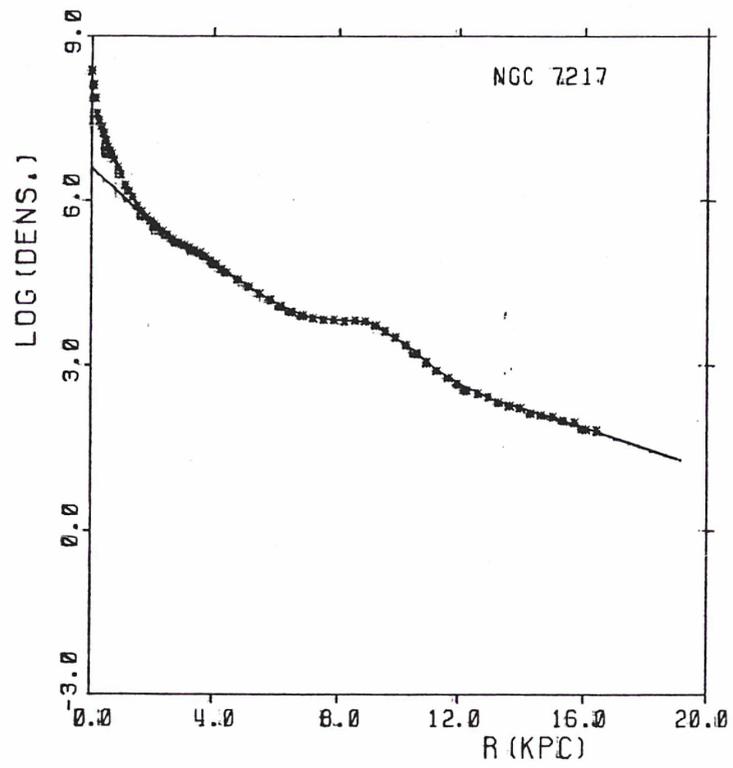
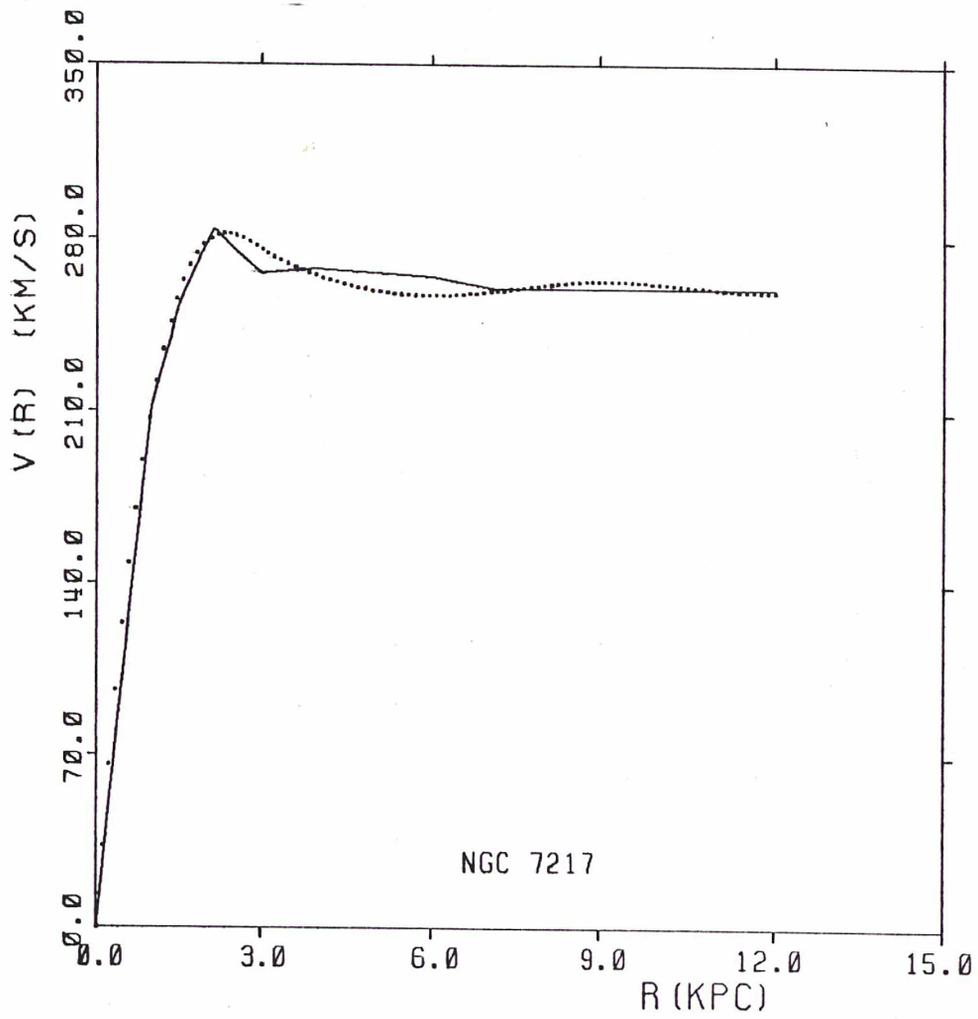


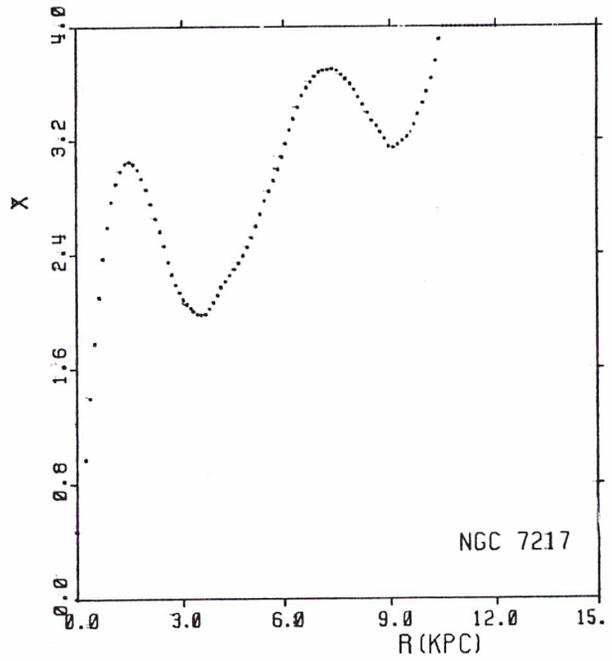
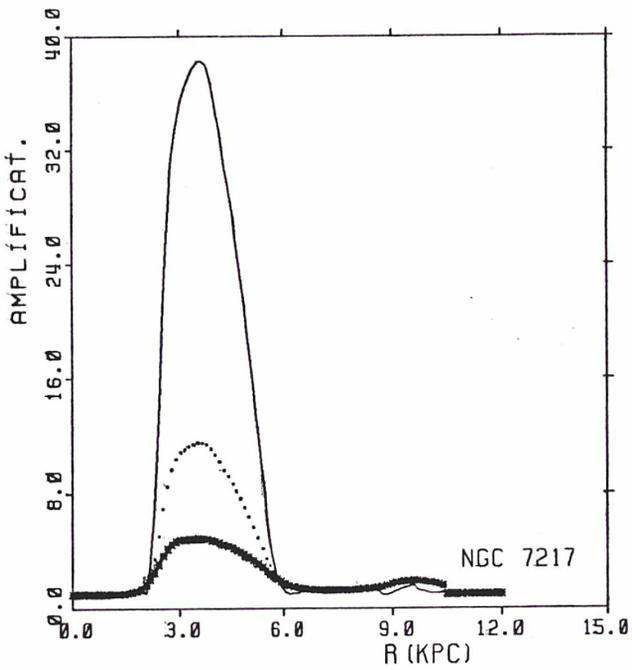
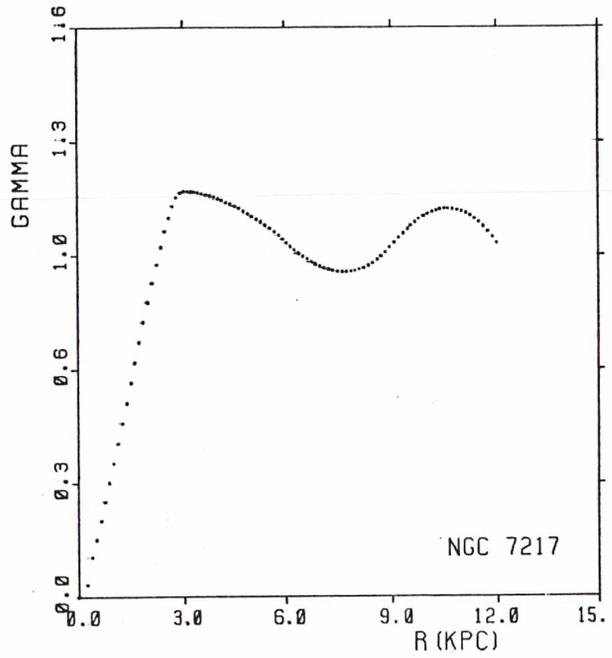
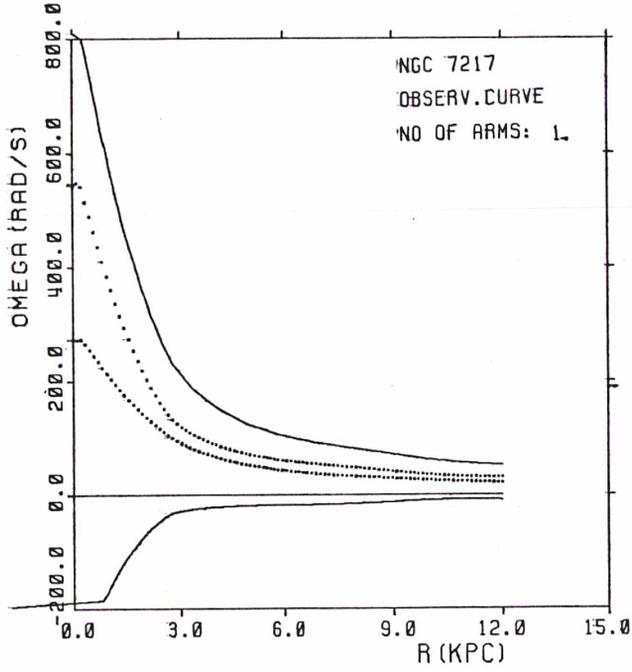
Figure (7217, 2)



$$M/L(D) = 4.20$$

Figure (7217, 3)

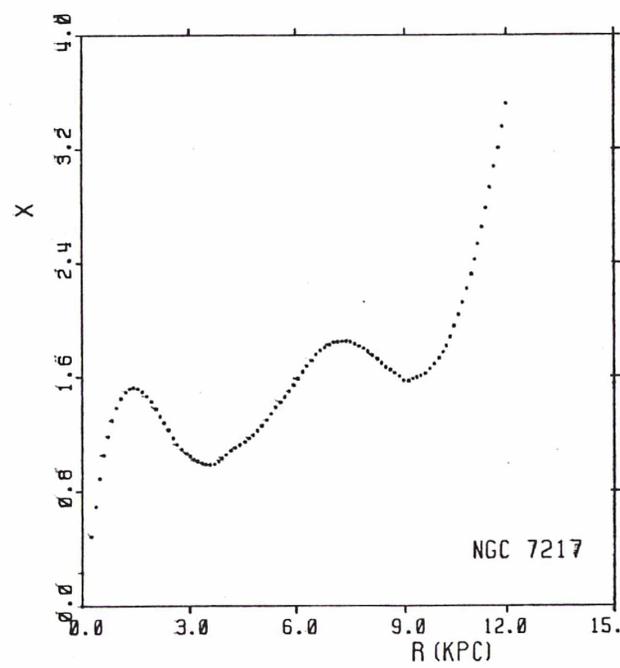
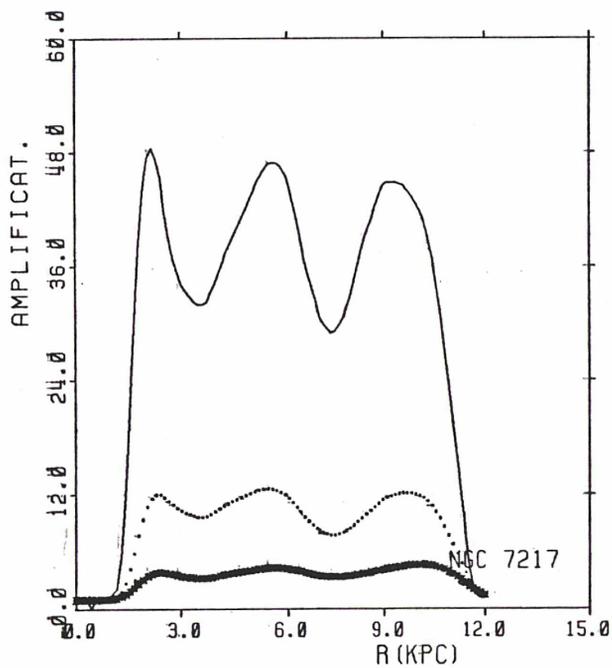
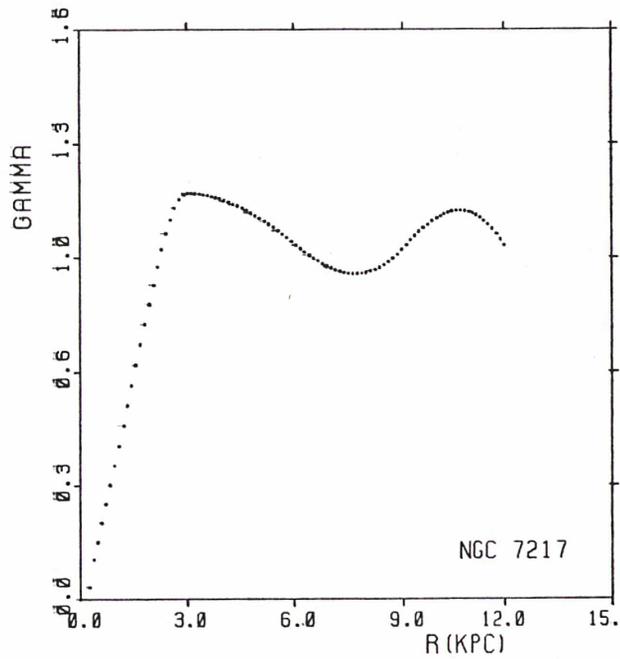
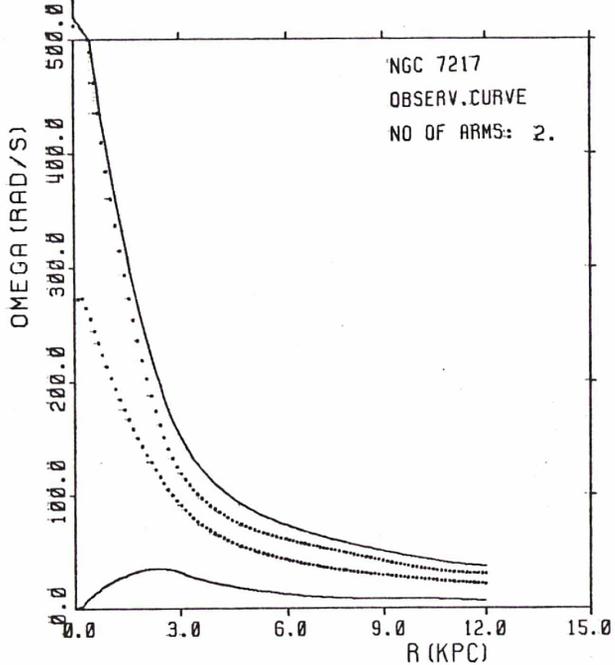
29 JUN 85



$$M/L(D) = 4.20$$

Figure (7217, 4)

R9 JUN 85



$M/L(D) = 4.20$
Figure (7217, 5)

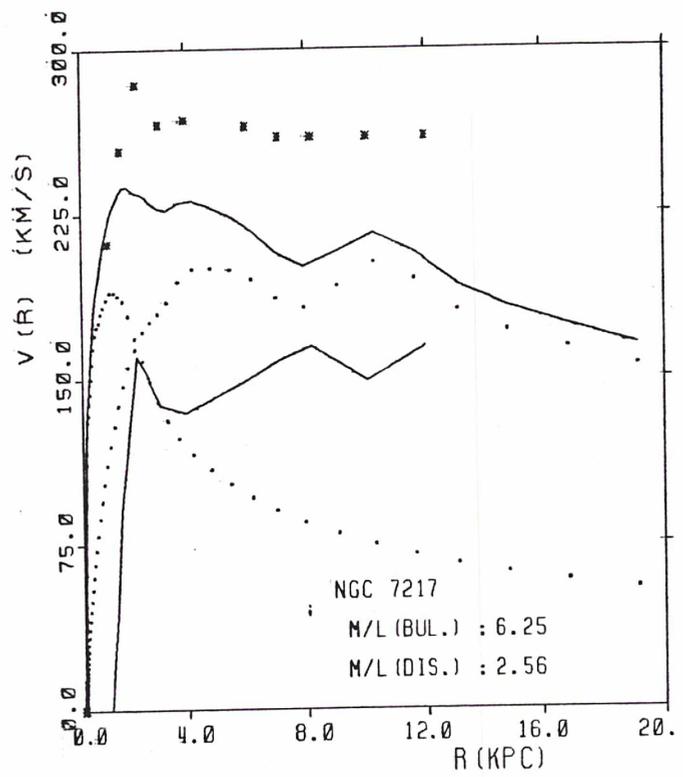
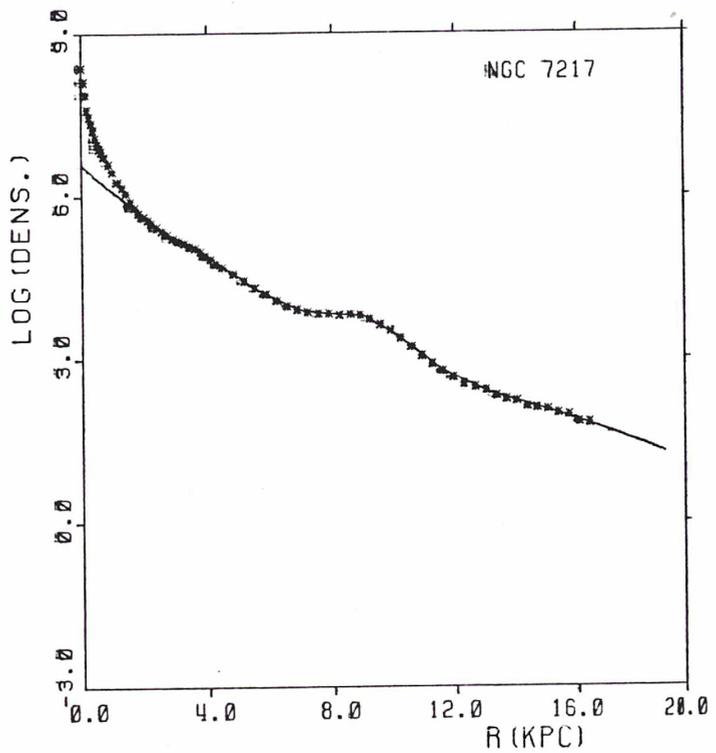
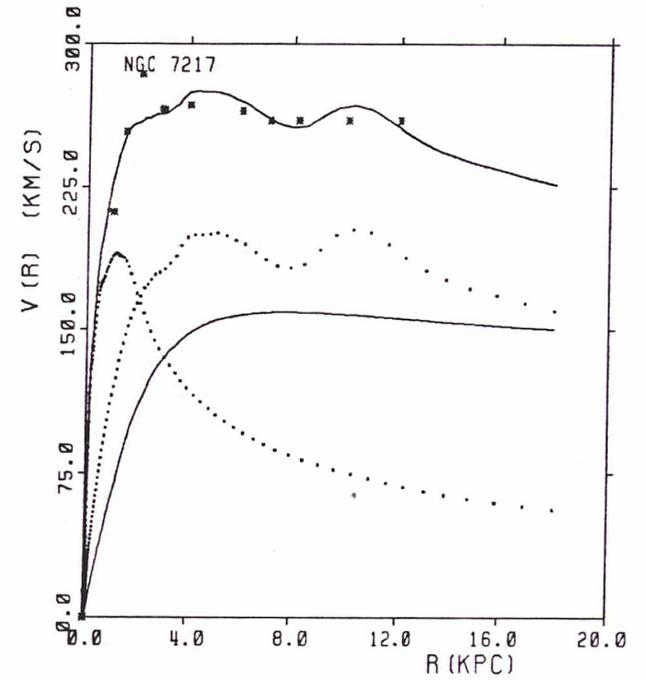
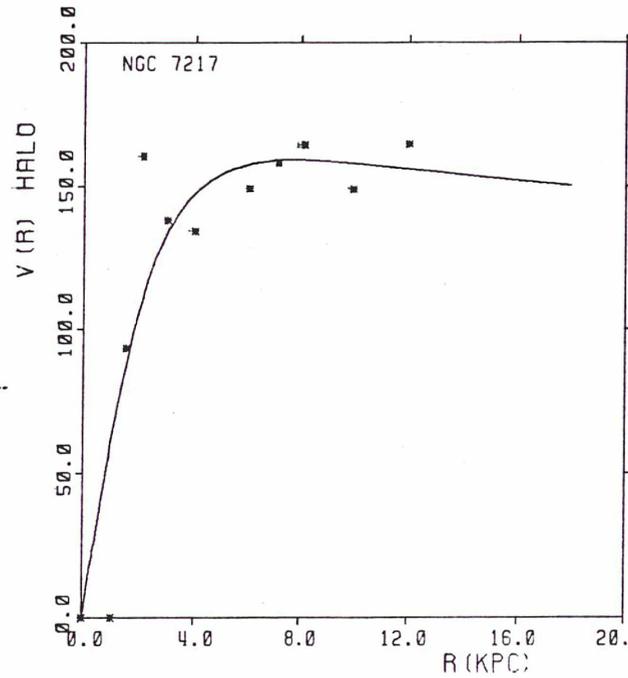
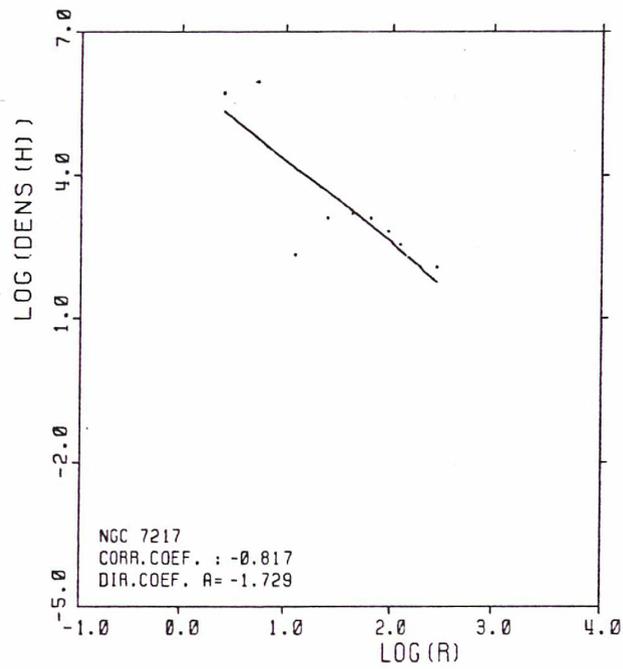


Figure (7217, 6)

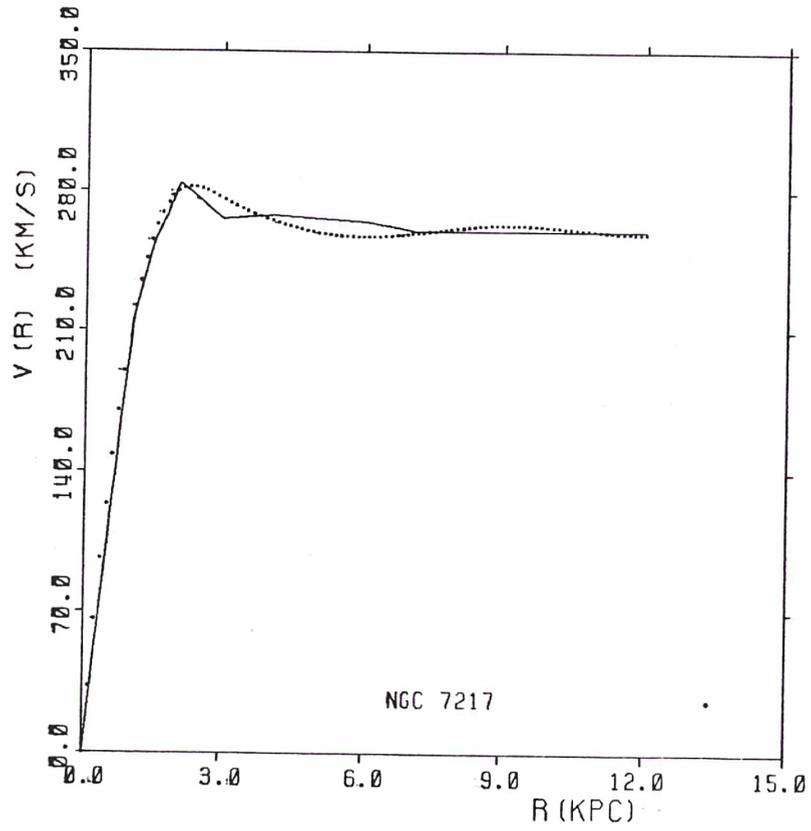


$M/L(D) = 2.56$

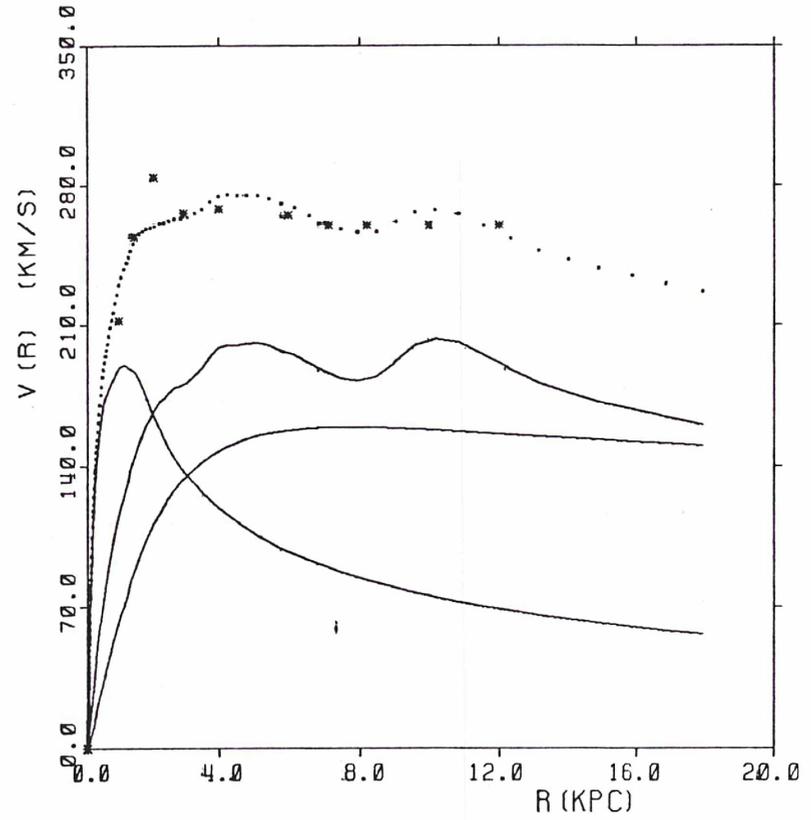
Figure (7217, 7)

NGC 7217
D0 = 248.3
SIGMA = 100.05
RC = 2.59

29 JUN 85



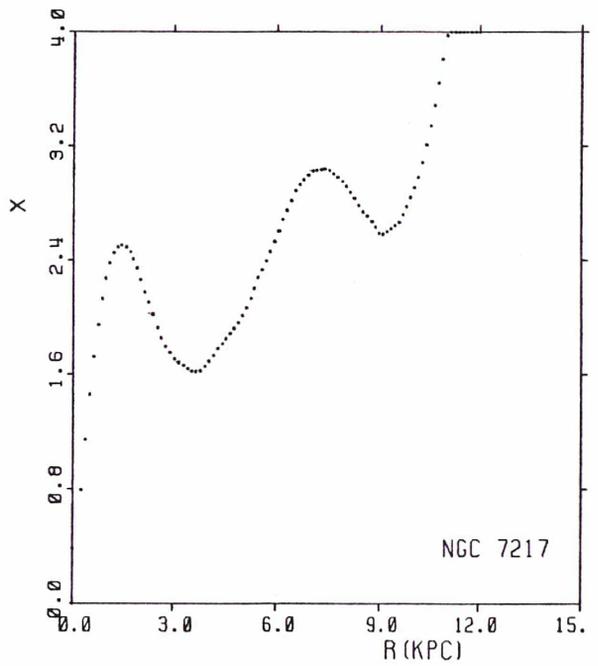
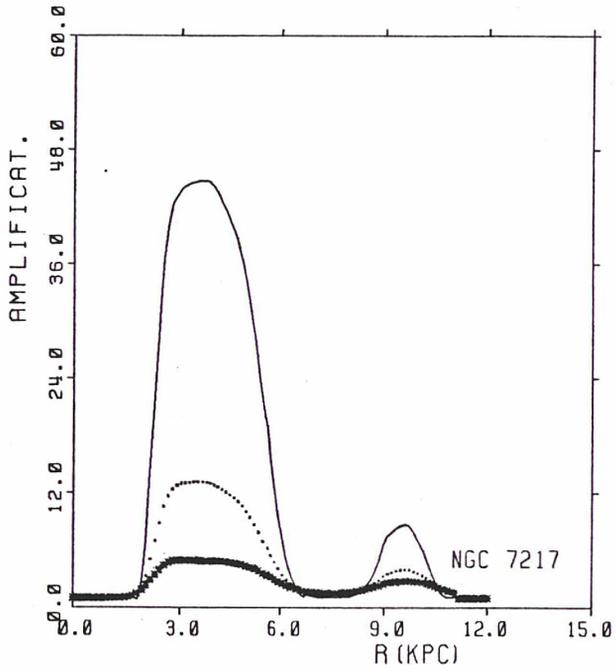
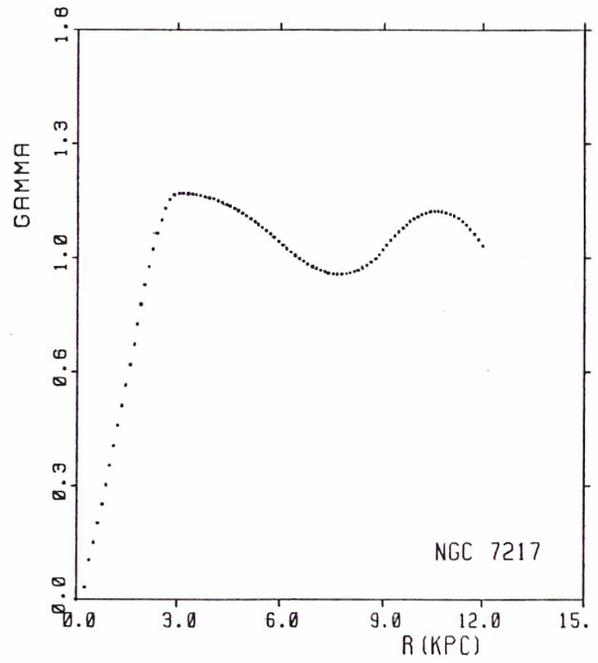
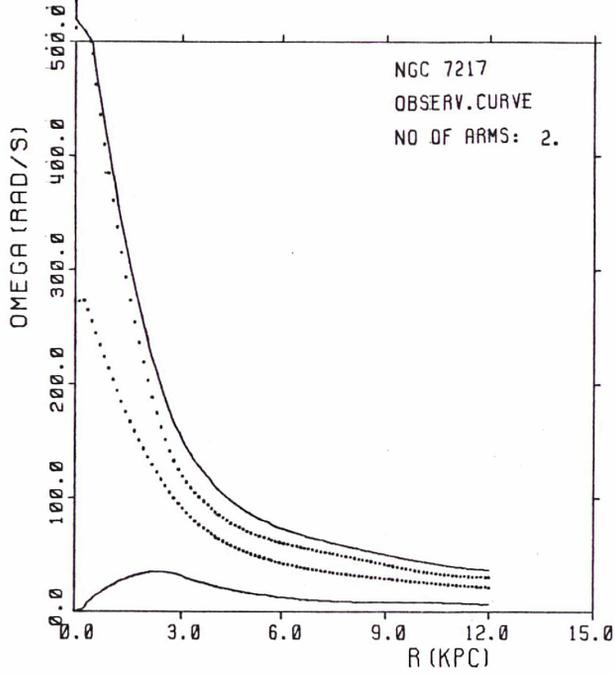
29 JUN 85



$$M/L(D) = 2.56$$

Figure (7217, 8)

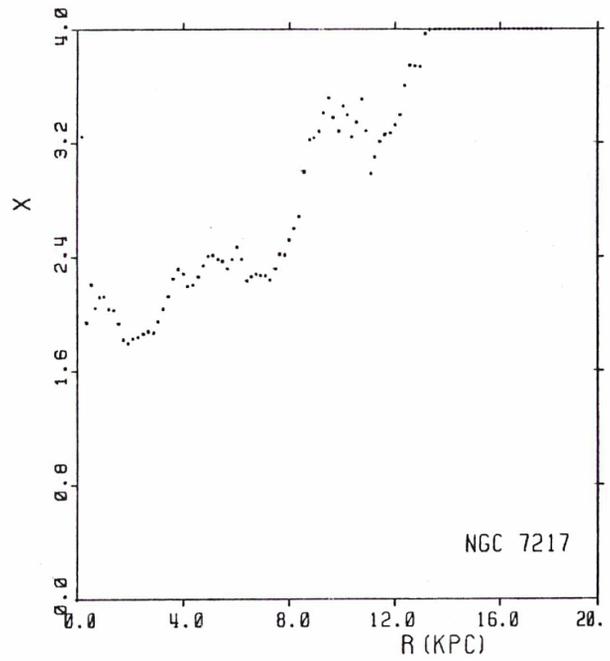
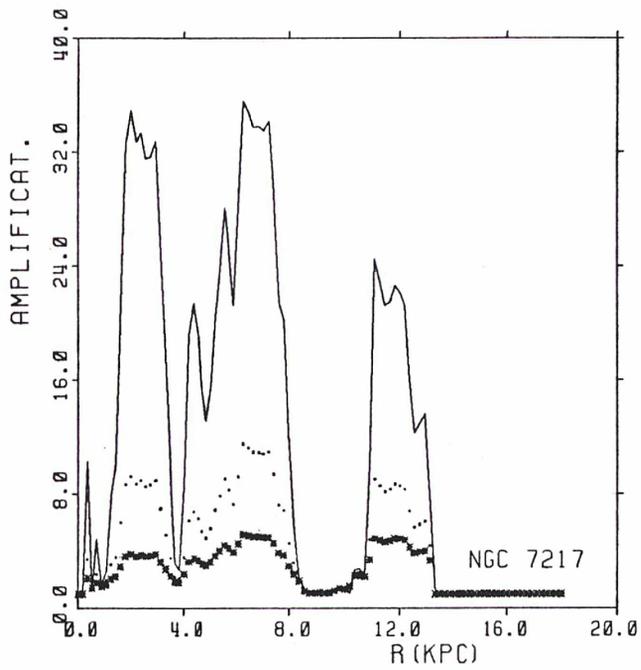
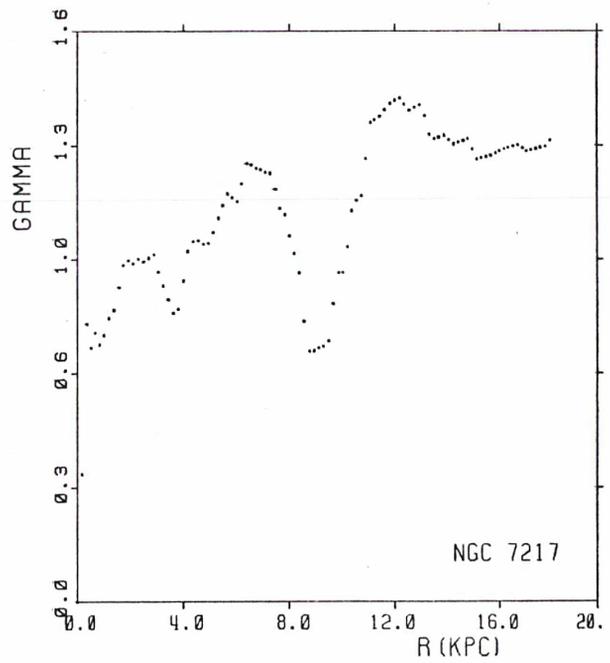
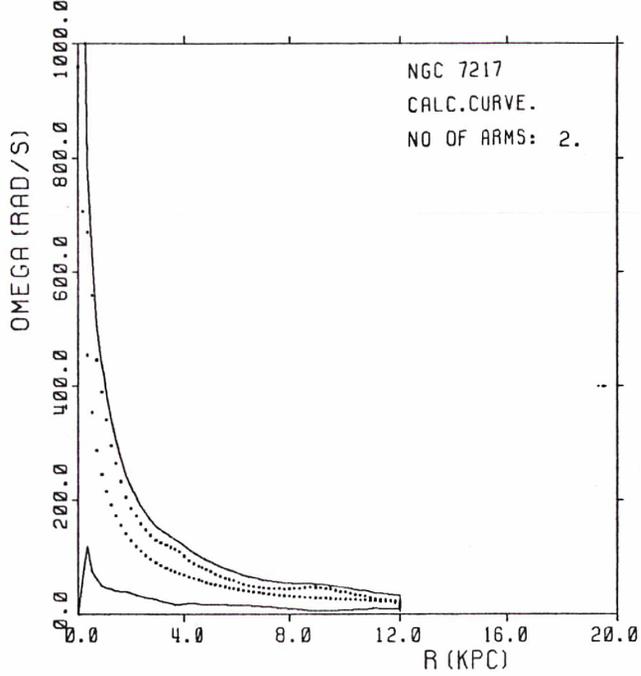
29 JUN 85



$$M/L(D) = 2.56$$

Figure (7217, 9)

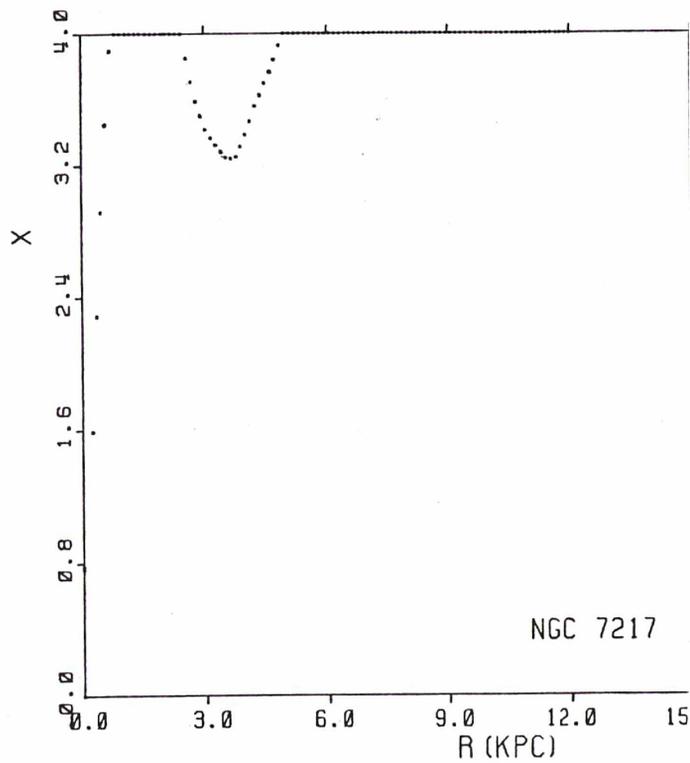
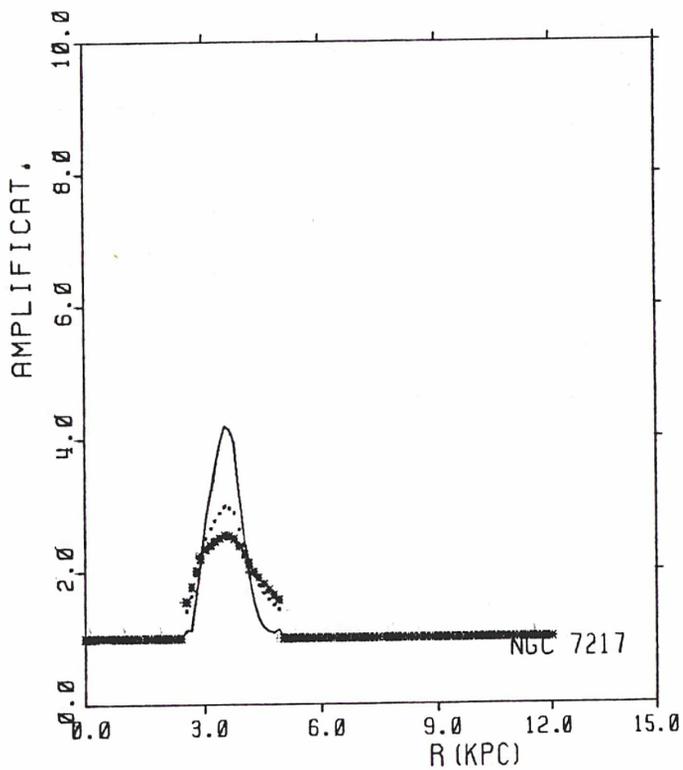
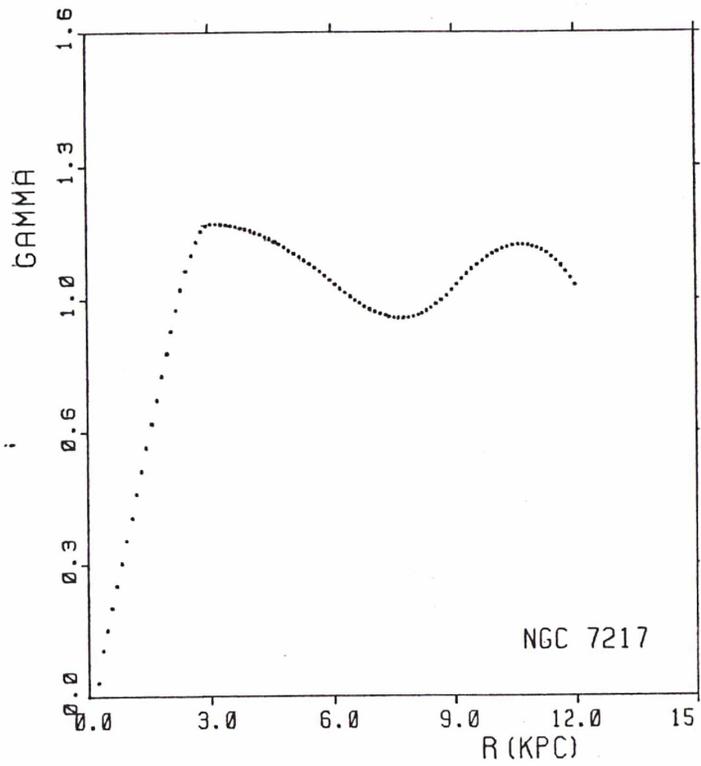
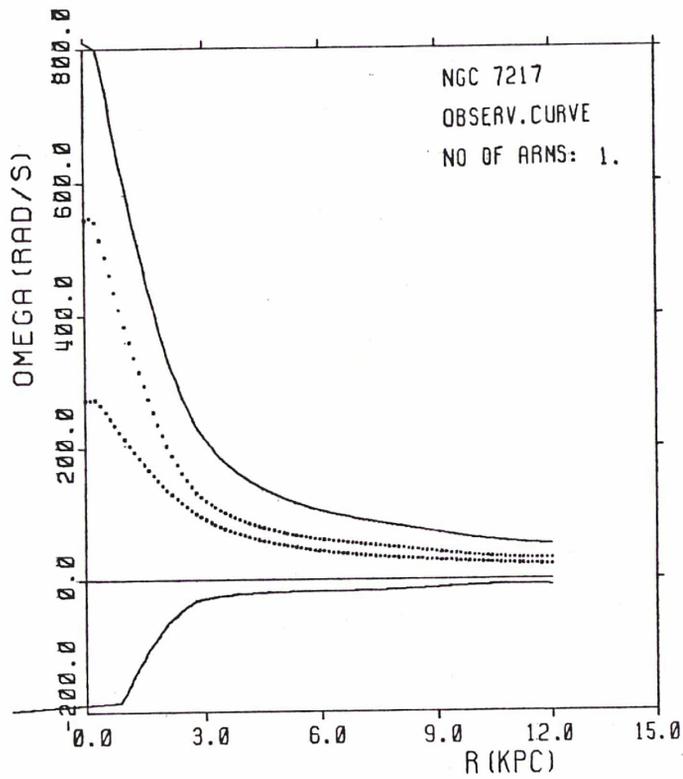
29 JUN 85



$$M/L(D) = 2.56$$

Figure (7217, 10)

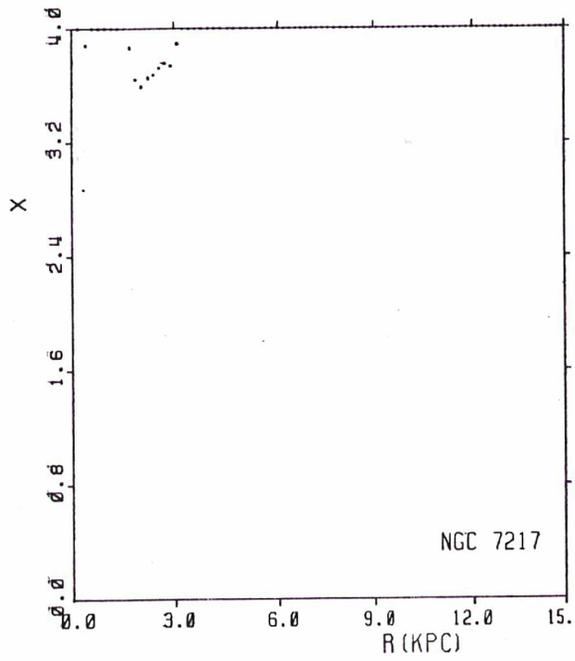
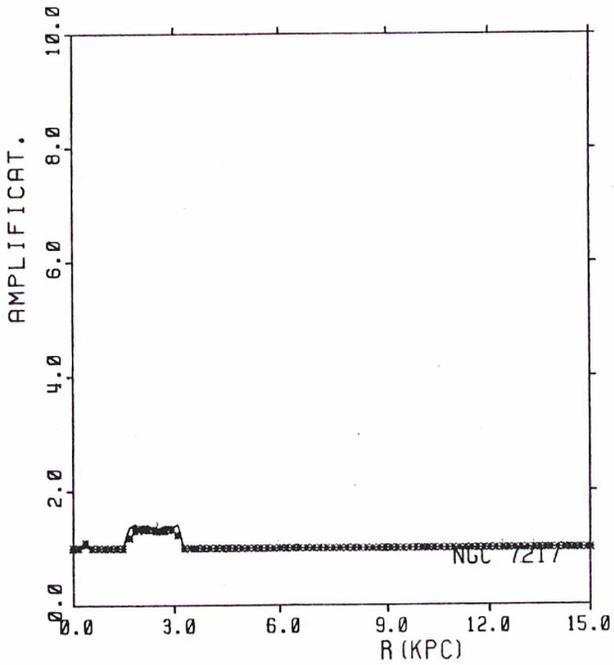
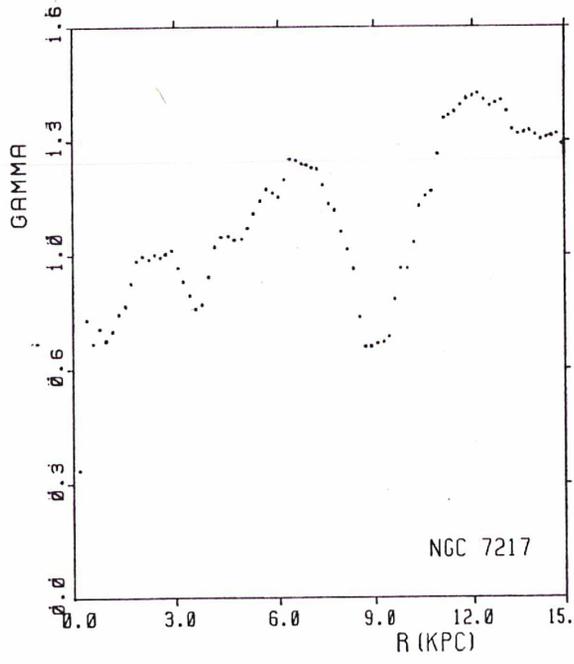
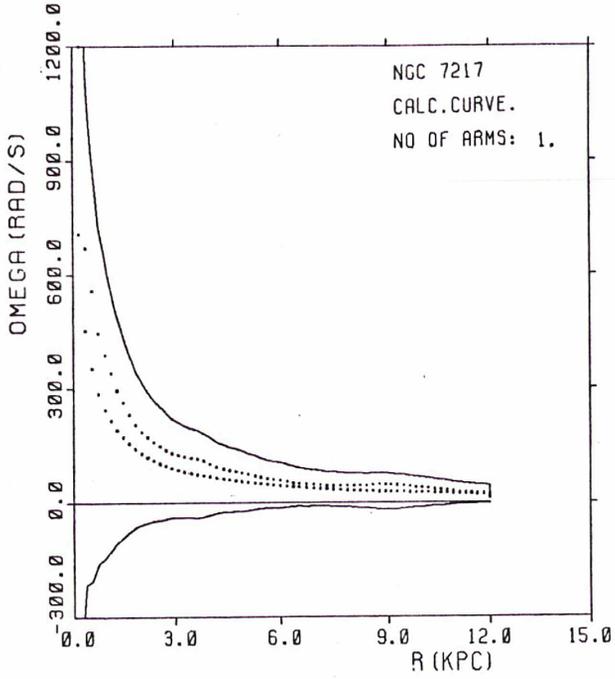
29 JUN 85



$$M/L(D) = 2.56$$

Figure (7217, 11)

29 JUN 85



$M/L(D) = 2.56$
Figure (7217, 12)

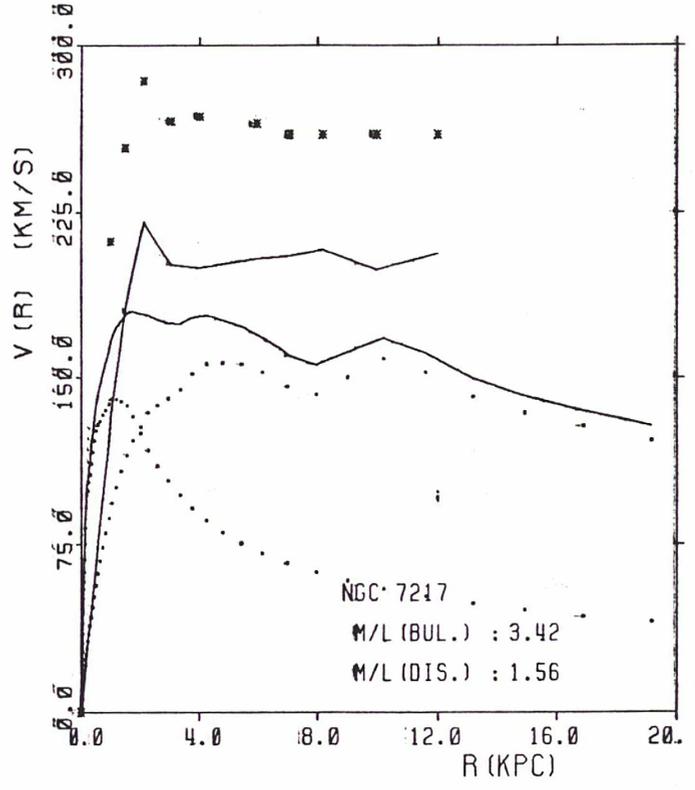
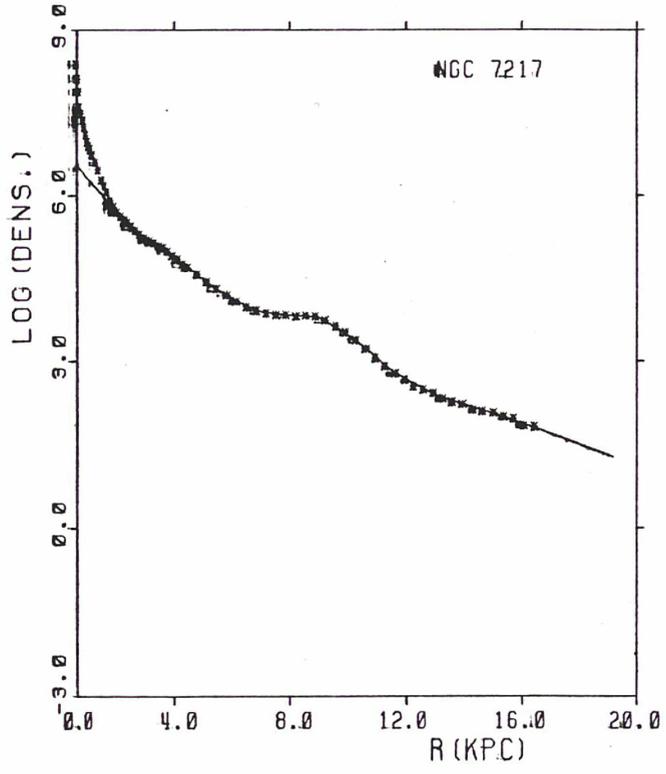
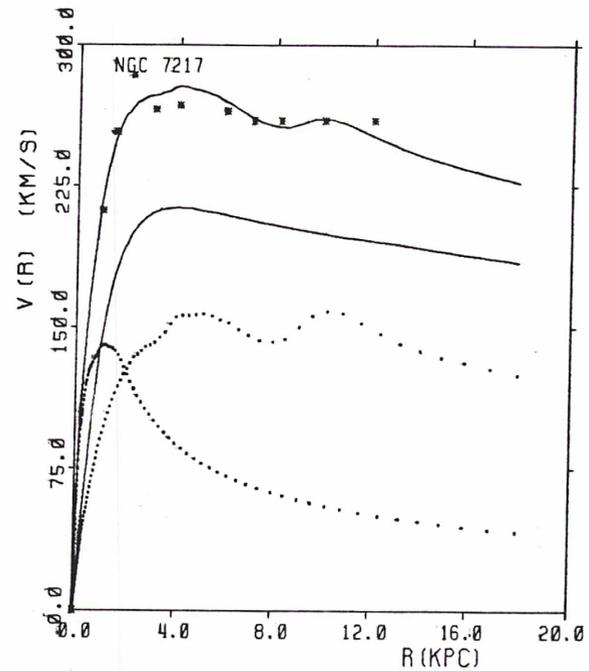
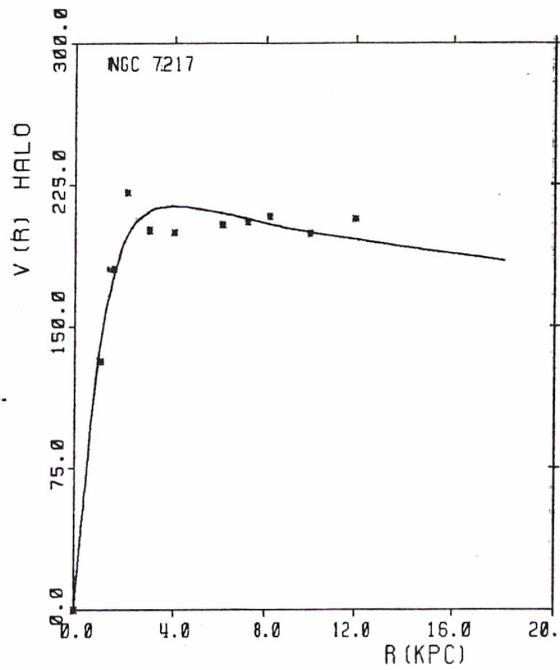
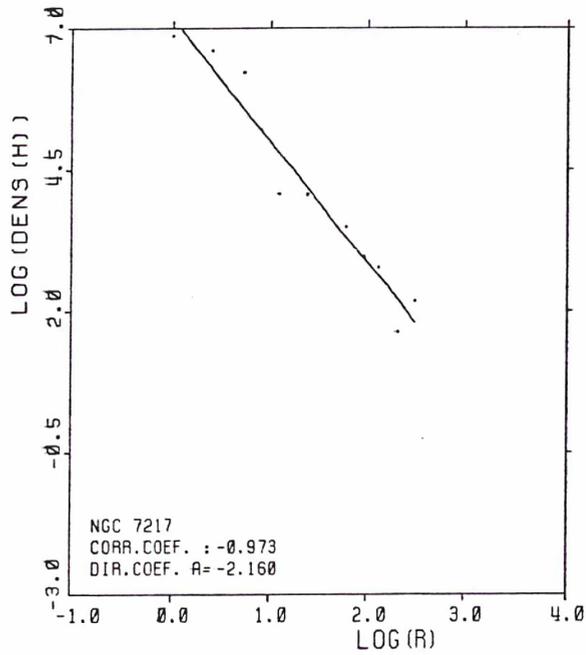


Figure (#217, 13)

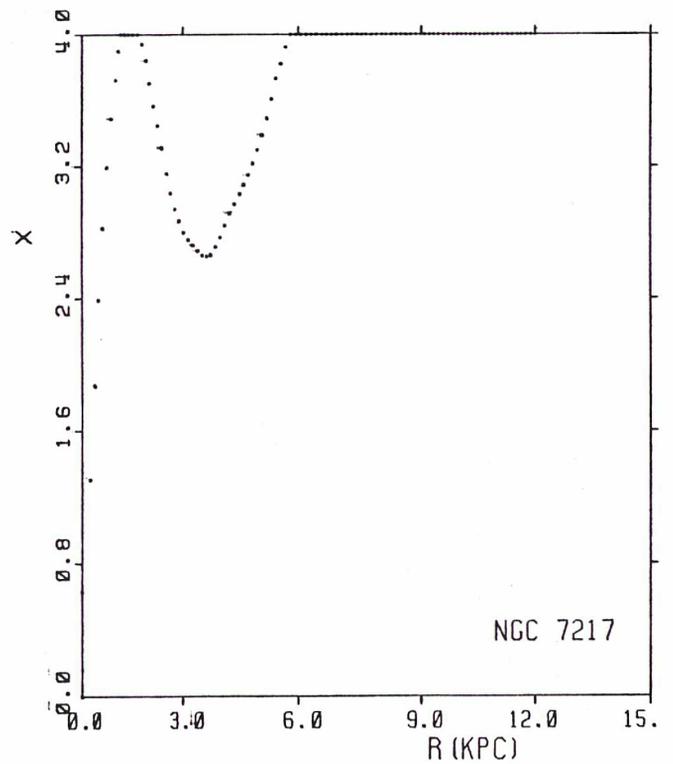
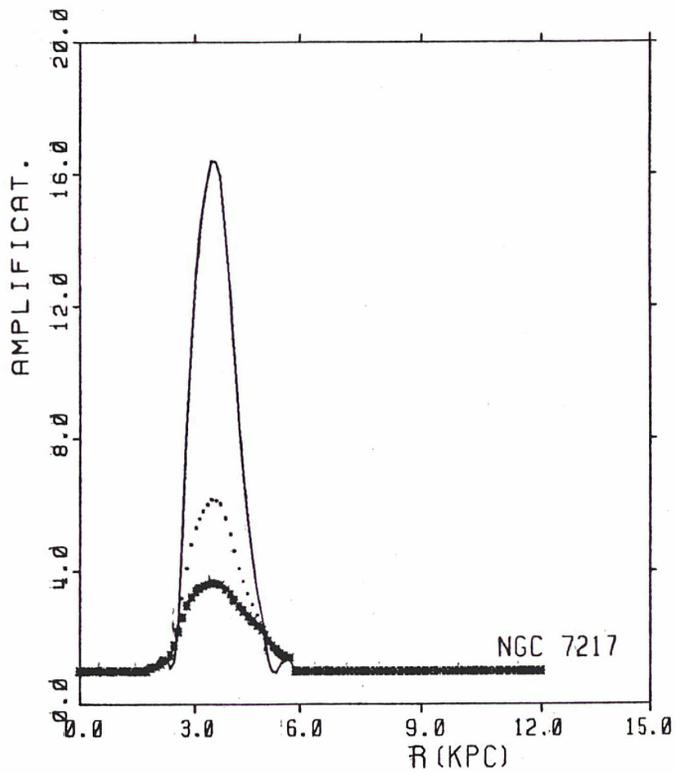
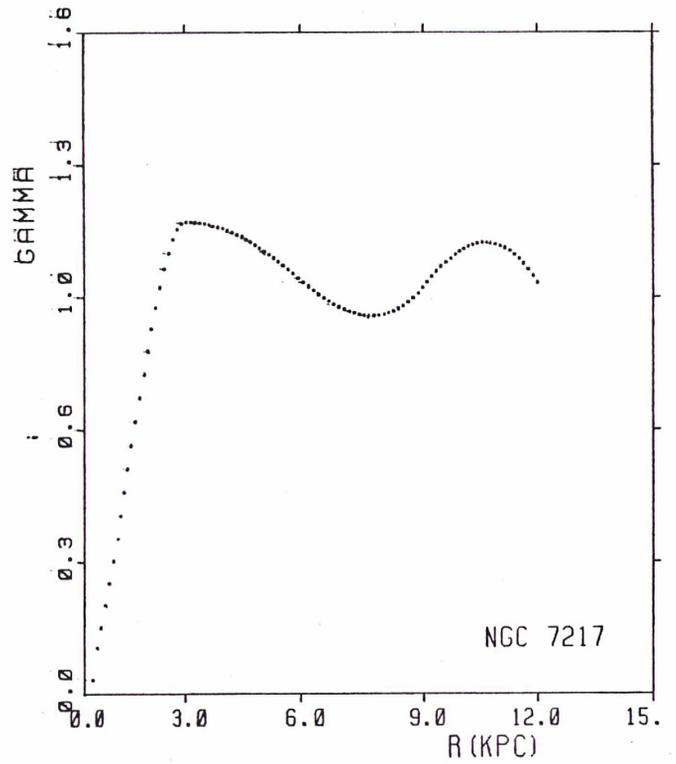
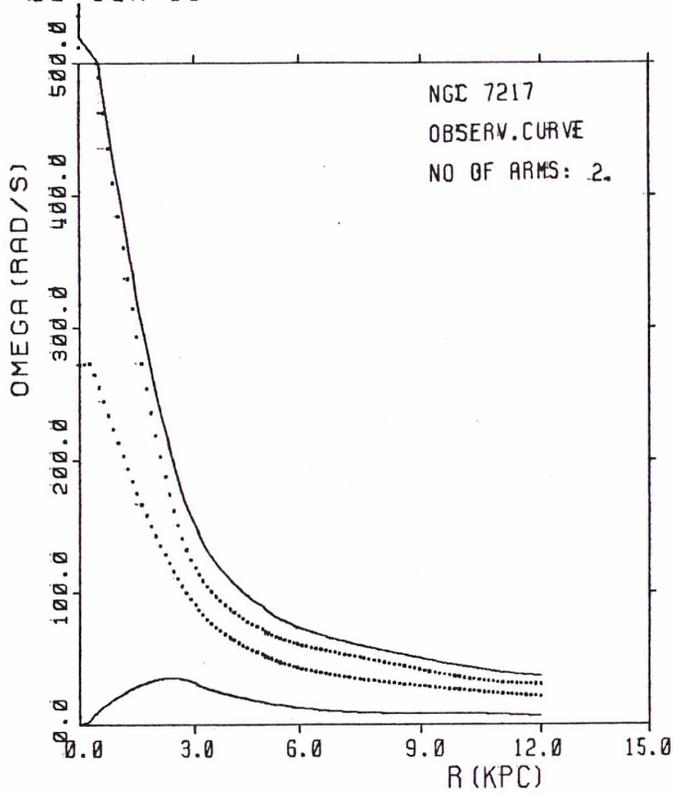


- 8h1 -

$M/L(D) = 1.56$
 Figure (7217, 14)

NGC 7217
 $D_0 = 1674.6$
 $SIGMA = 134.12$
 $RC = 1.34$

30 JUN 85



$$M/L(D) = 1.56$$

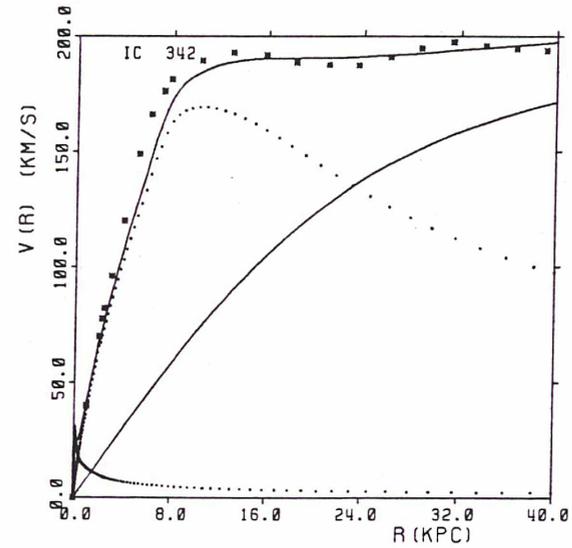
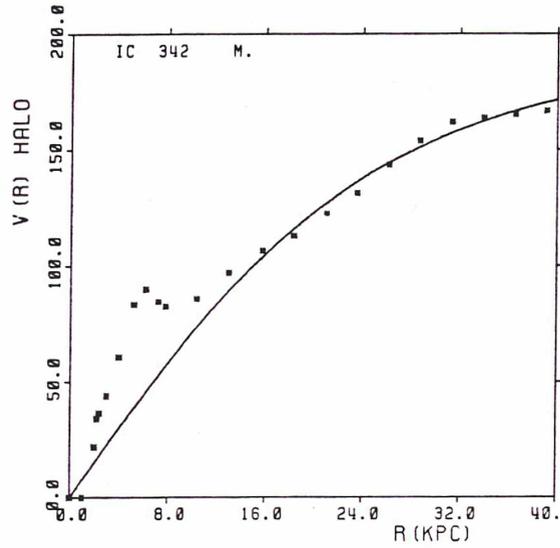
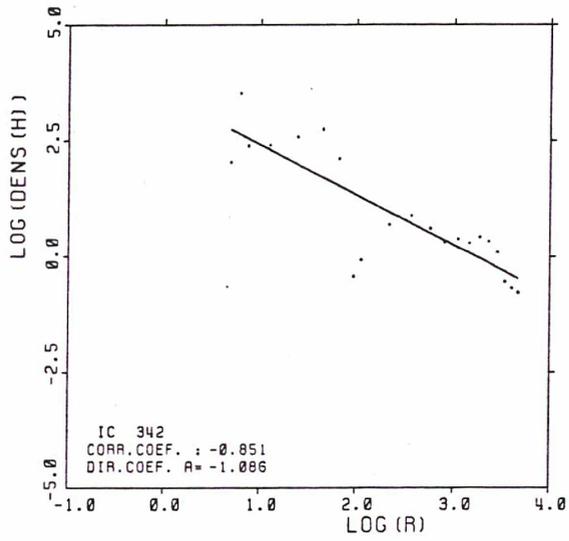
Figure (7217, 15)

v) D'autres exemples d'ajustement d'une sphère isotherme:

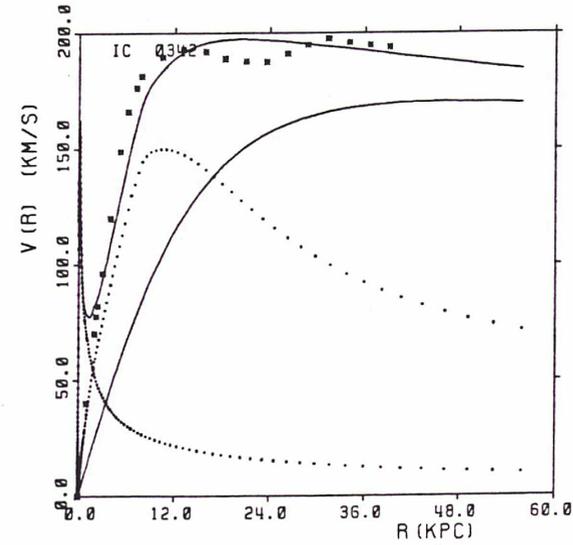
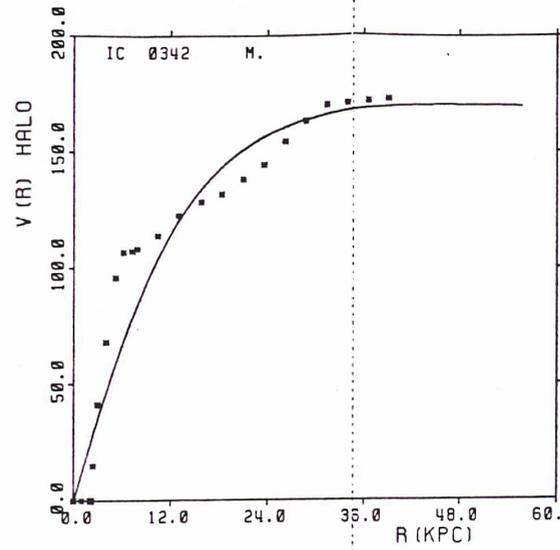
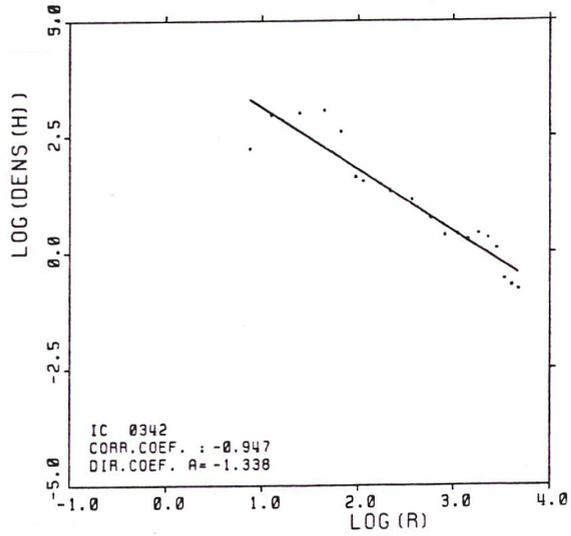
Dans les figures suivantes, (342,1), (247,1) (598,1), (2403,1) et (3359,1), nous avons l'occasion de constater de nouveau la différence d'ajustement d'une sphère isotherme à la vitesse du halo calculée, suivant la solution adoptée.

Sur chaque figure nous avons en haut le cas de la solution du halo minimum respectant les contraintes posées par la structure spirale et en bas la solution interdisant l'amplification pour $m=2$.

Nous voyons que le halo calculé dans le cadre de la première solution est plus facilement ajusté par la sphère isotherme et surtout la courbe de la vitesse totale calculée ajuste mieux la courbe observée.

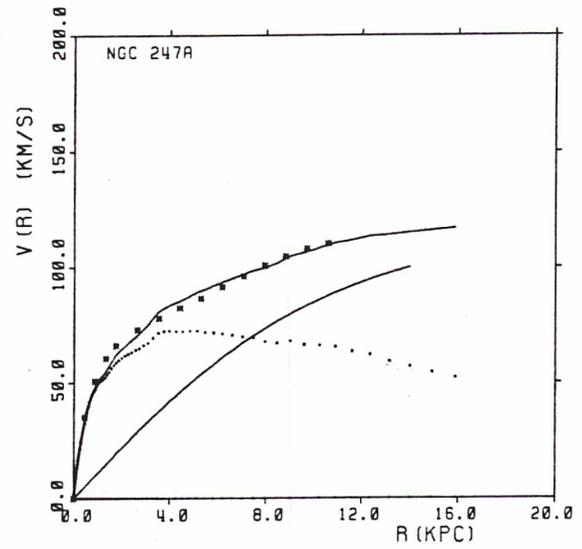
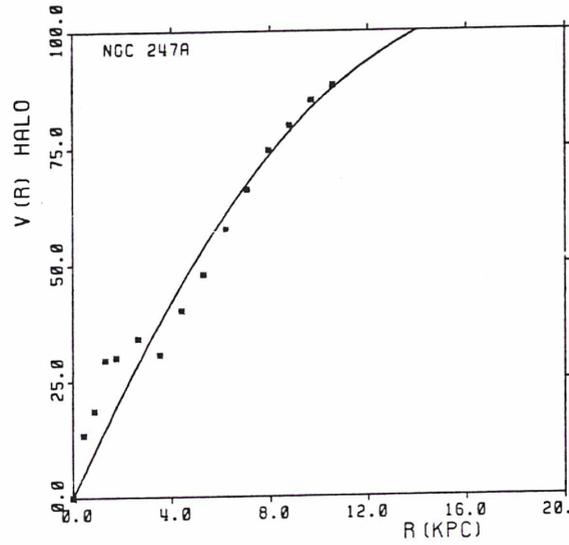
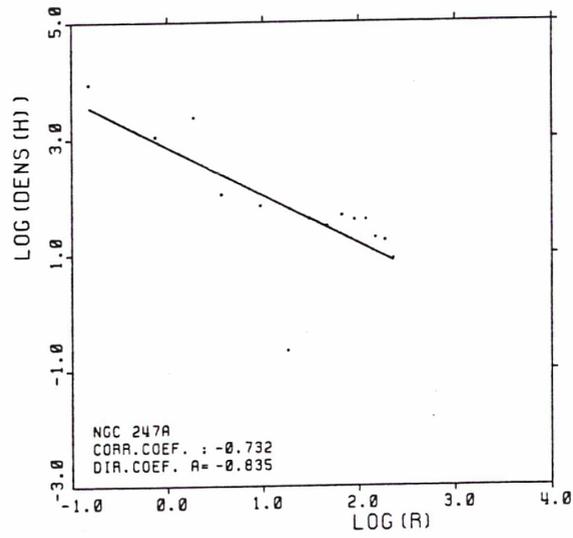


IC 342
D0 = 3.1
SIGMA = 117.92
RC = 27.17
M/L(D) = 9.61

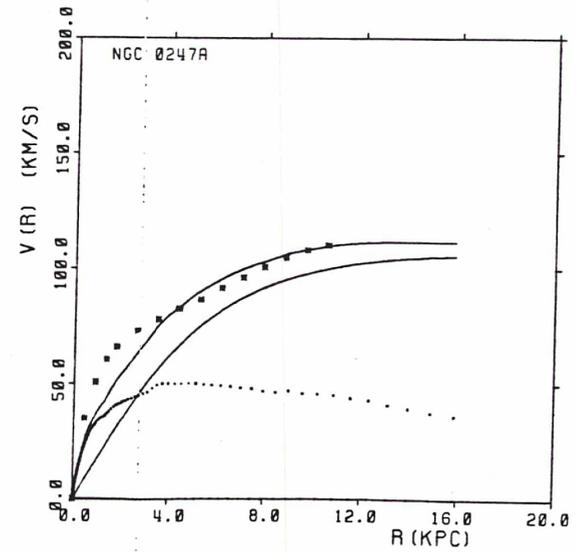
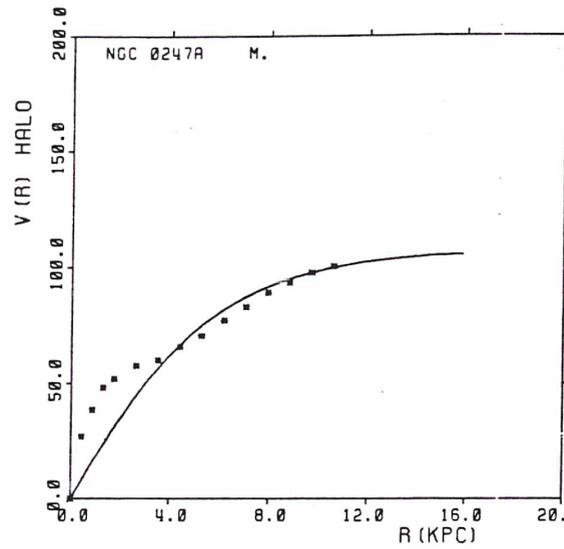
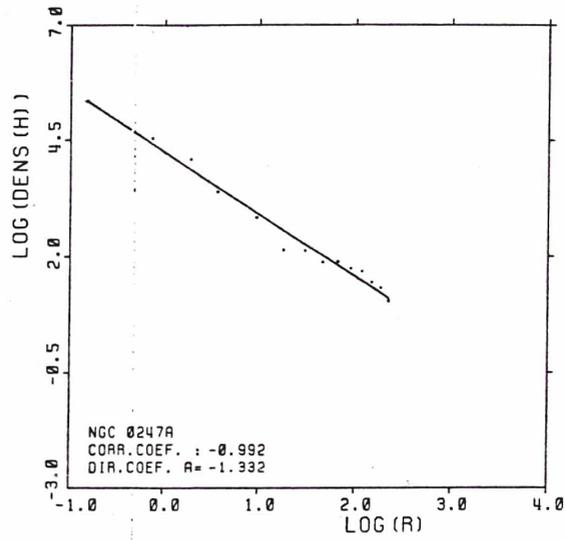


IC 0342
D0 = 7.8
SIGMA = 106.92
RC = 15.67
M/L(D) = 12.25

Figure (342, 1)

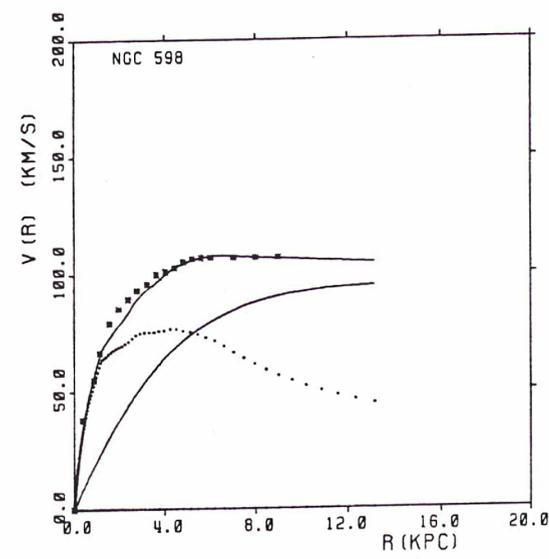
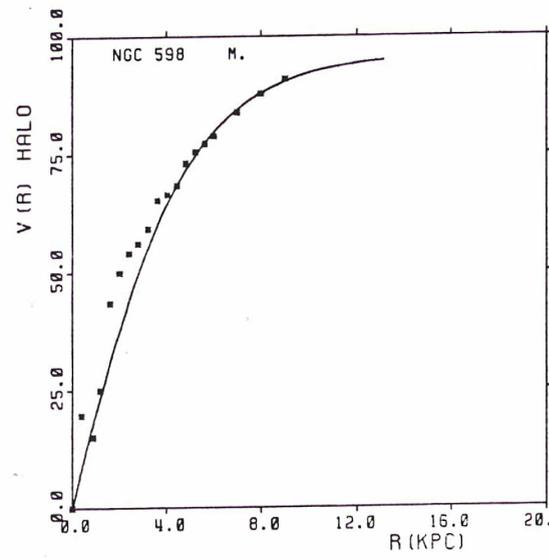
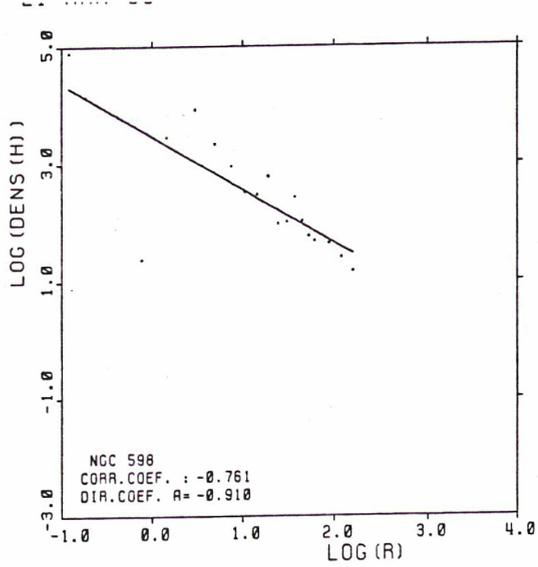


NGC 247A
D0 = 6.8
SIGMA = 73.37
RC = 11.51
M/L(D) = 1.61

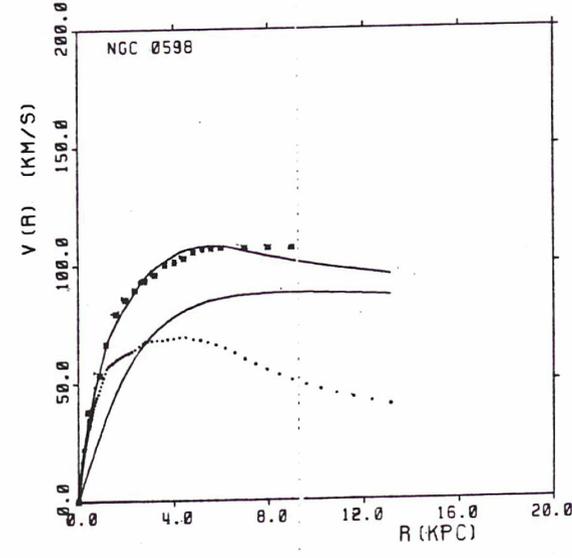
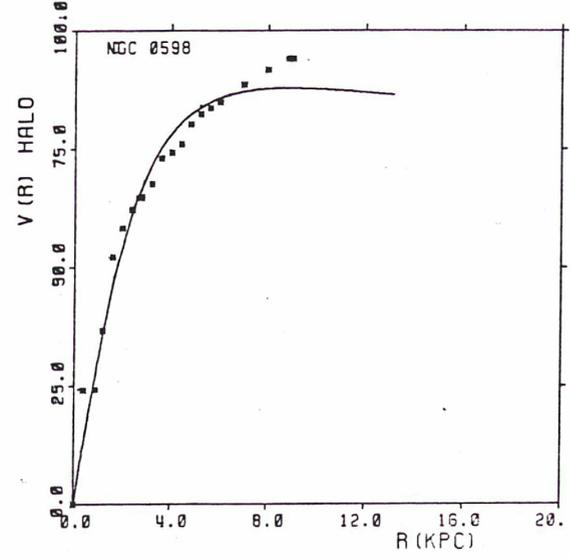
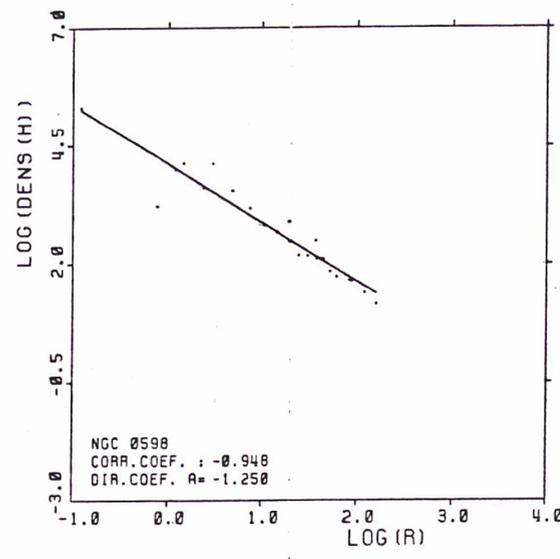


NGC 0247A
D0 = 18.1
SIGMA = 66.67
RC = 6.40

Figure (247, 1)

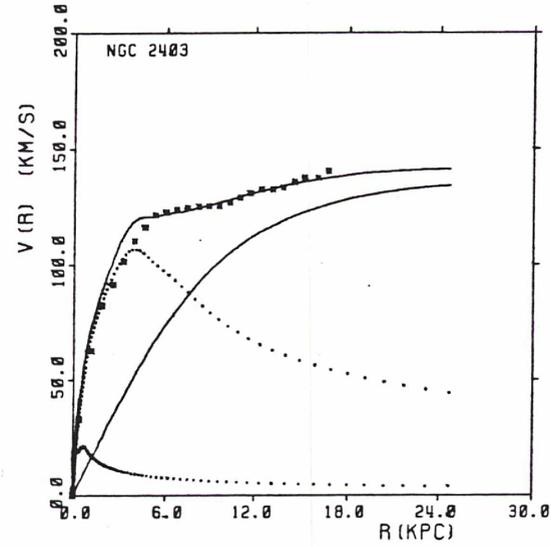
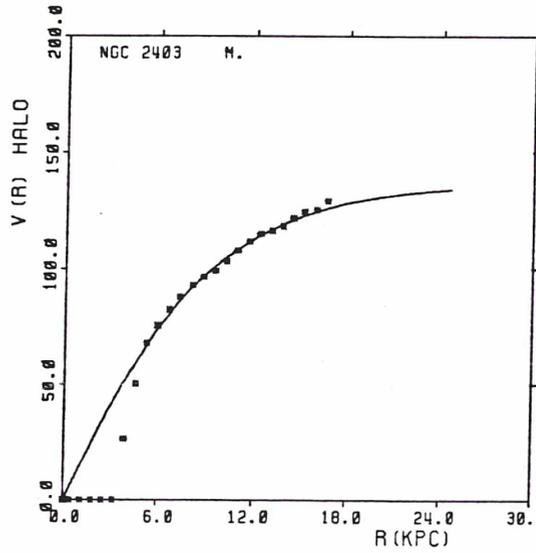
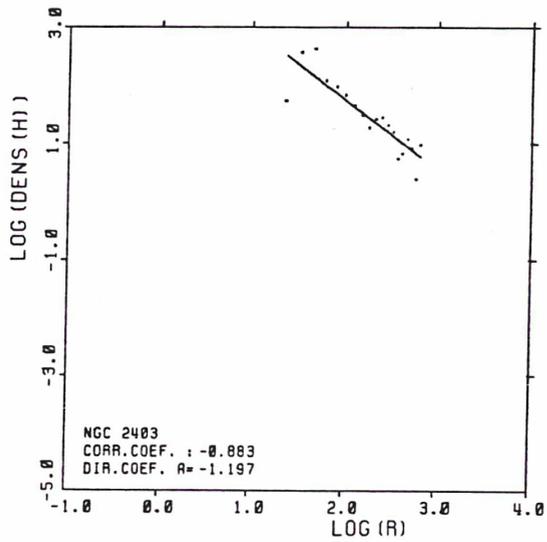


NGC 598
 D0 = 22.0
 SIGMA = 59.75
 RC = 5.20
 M/L(D) = 1.49

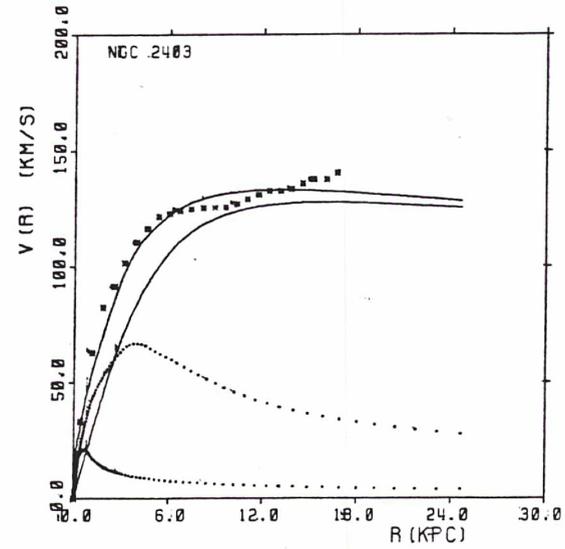
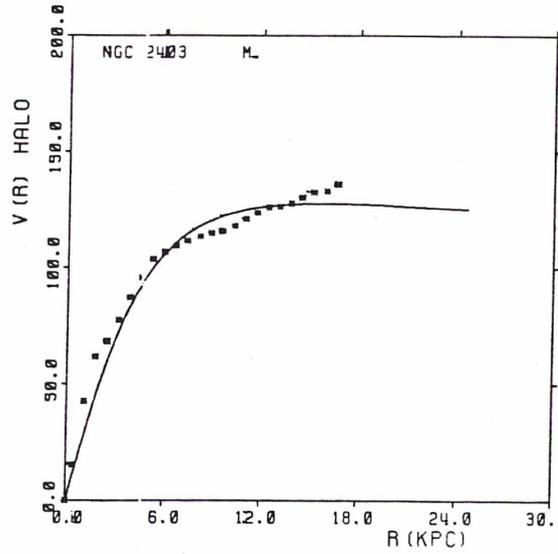
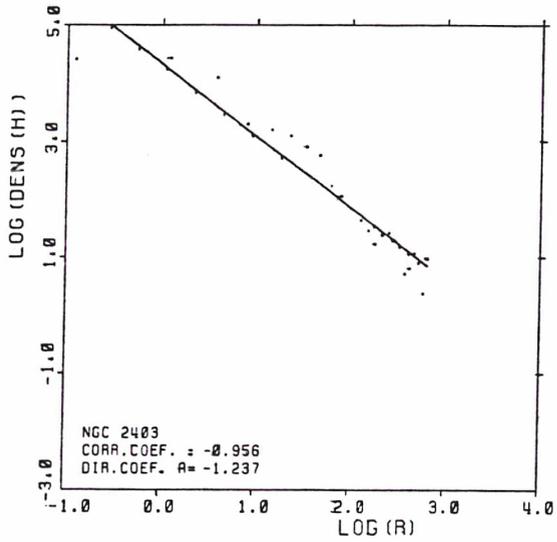


NGC 0598
 D0 = 57.1
 SIGMA = 55.20
 RC = 2.98
 M/L(D) = 1.21

Figure (598, 1)



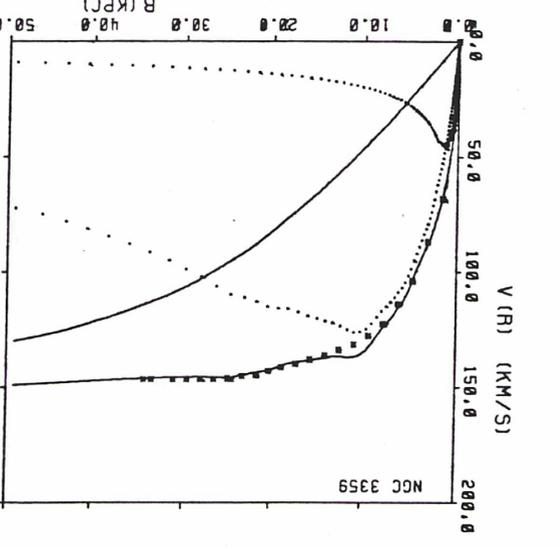
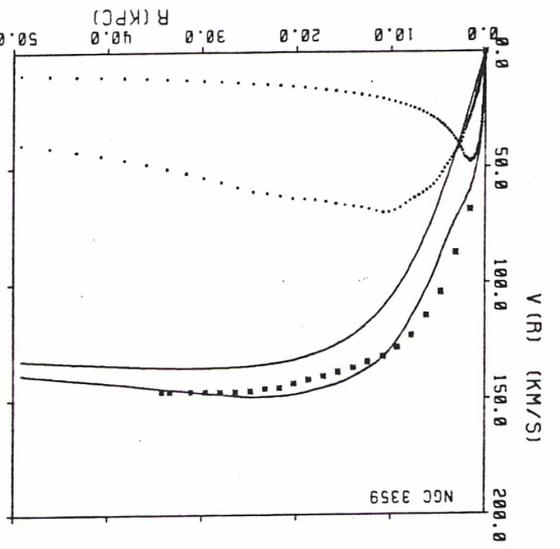
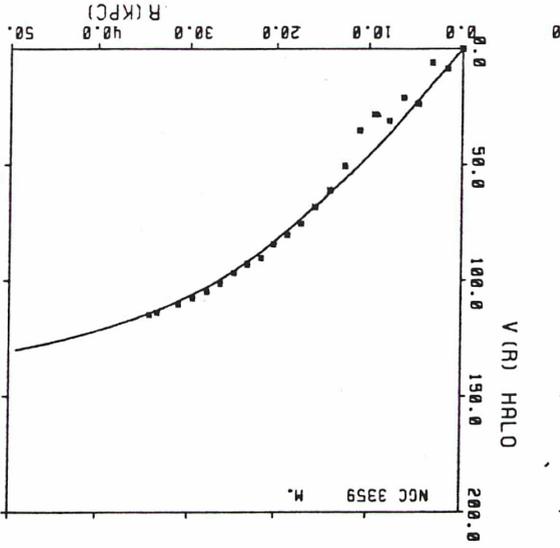
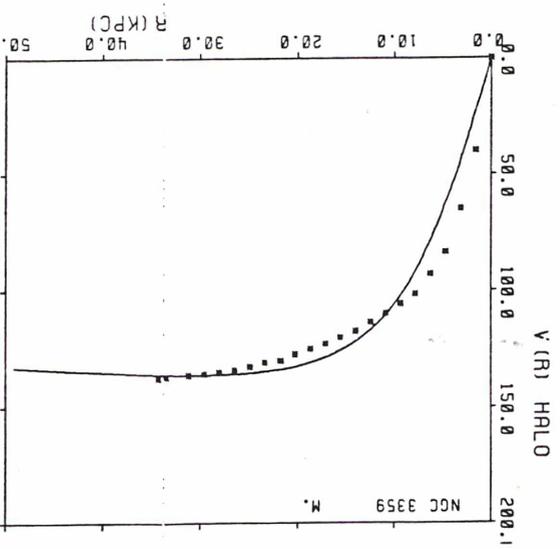
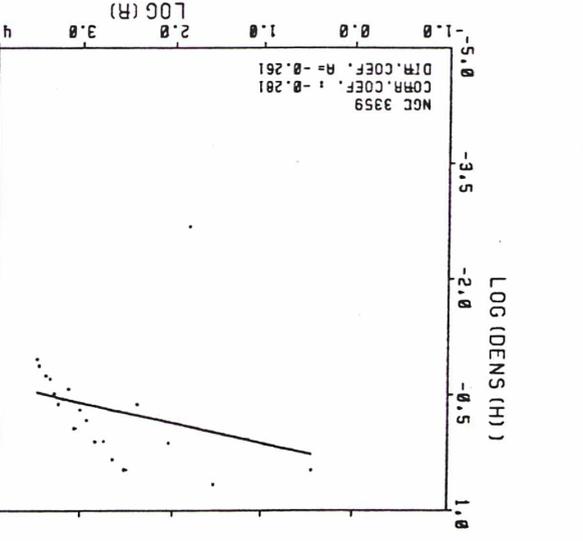
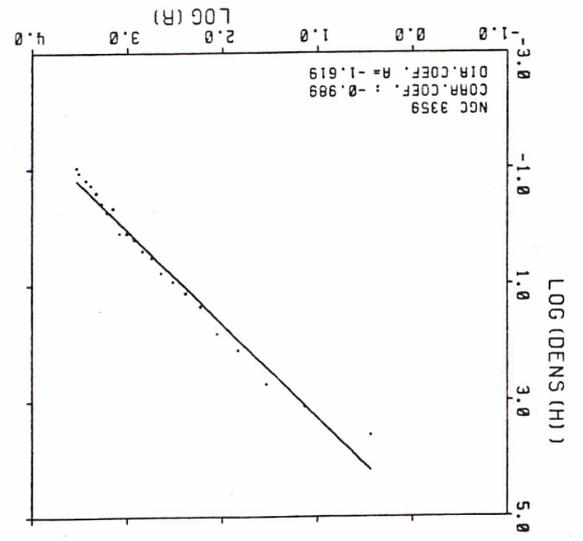
NGC 2403
D0 = 10.9
SIGMA = 84.91
RC = 10.50
M/L(D) = 1.44



NGC 2403
D0 = 37.7
SIGMA = 80.19
RC = 5.33
M/L(D) = 0.56

Figure (2403, 1)

Figure (3359, 1)



NGC 3359
 $\sigma_0 = 11.8$
 $\text{SIGMA} = 85.53$
 $\text{RC} = 10.17$
 $M/L(D) = 0.30$

NGC 3359
 $\sigma_0 = 1.3$
 $\text{SIGMA} = 88.05$
 $\text{RC} = 31.67$
 $M/L(D) = 1.00$

CHAPITRE IIX : TABLEAUX DES RESULTATS

Dans le chapitre précédent nous avons vu quelques exemples d'application de notre programme. Ce programme nous l'avons appliqué plusieurs fois sur les galaxies de notre échantillon en choisissant différentes solutions. Ici nous exposons les paramètres que nous venons de calculer par notre programme et qui seront utilisés par la statistique du chapitre suivant.

Dans le tableau (IIX,1) on peut voir les résultats obtenus suivant la solution "halo minimum respectant les contraintes posées par la structure spirale". C'est la solution que nous avons retenue pour la statistique dans sa version finale. Dans le tableau (IIX,2) on trouve les résultats suivant la solution "halo maximum" qui correspond à la valeur de M/L du disque pour laquelle disparaît l'amplification pour $m=2$.

La liste suivante des paramètres des deux tableaux nous aide aussi à la lecture des figures du chapitre suivant. Ainsi nous avons à la première colonne le nom du paramètre sur les axes des diagrammes des corrélations, tandis qu'à la deuxième colonne nous avons le nom du paramètre sur les deux tableaux suivants.

Liste des paramètres:

Correlat.	I	Tables	I	Explication
	I	NOM	:	le nom de la galaxie.
T(RC2)	I	T	:	le type galactique suivant le catalogue RC2 (de Vaucouleurs).
T(RSA)	I	Tst	:	conversion numérique du type galactique suivant le catalogue RSA (Sandage et Tammann).
D25	I	D25	:	le rayon de l'isophote de 25mag/arcsec^2 en Kpc suivant la distance adoptée (RC2).
D25o	I	D25o	:	le rayon de l'isophote de 25mag/arcsec^2 en Kpc (corrigée) (RC2).
A_B	I	Ab	:	la correction pour l'extinction Galactique (RC2).
B_T	I	Bt	:	la magnitude totale apparente, corrigée pour l'extinction(RC2).
	I	E-V	:	l'indice de couleur E-V (RC2).
(E-V)(RC2)	I	E-Vcor	:	l'indice de couleur E-V corrigée.
	I	Bt	:	la magnitude totale apparente (RSA).
E_T	I	Bt cor	:	la magnitude totale apparente corrigée.

Liste des parametres: (suite)

Correlat.	I	Tables	I	Explication
Ao	I	Ao		: l' absorption galactique (RSA).
Ai	I	Ai		: l' absorption interne de la galaxie (RSA).
	I	Bt		: la magnitude apparente (RSA).
	I	Mbt		: la magnitude absolue (RSA).
MAG.ABS.	I			: la magnitude absolue calculée à partir de la magnitude apparente corrigée et la distance que nous utilisons: $MAG.ABS = E_T - 25 - 5\log(Dist)$
	I	Dv		: la correction pour la vitesse systemique due à la rotation dusysteme local (RSA).
	I	Vo		: la vitesse systemique (RSA).
	I	b/a		: le rapport d'axes b/a.

Suite I

M/L(B)	I	M/L b		: le rapport M/L du bulbe.
M/L(D)	I	M/L d		: le rapport M/L du disque (non corrigé).
M/L(D) COR	I			: le rapport M/L du disque corrigé.
MH(R)	I	MH(R)		: la masse du halo incluse dans le rayon R_{25} , colone (4).
MH(R/2)	I	MH(R/2)		: la masse du halo incluse dans le rayon $R_{25}/2$.
MH(R/3)	I	MH(R/3)		: la masse du halo incluse dans le rayon $R_{25}/3$.
MH(R/4)	I	MH(R/4)		: la masse du halo incluse dans le rayon $R_{25}/4$.
M(HI)	I	M(HI)		: la masse de l'hydrogene neutre.
MH(R/2)/MH	I	CONC1		: la concentration du halo definie comme le rapport des colones (22) et (21).
MH(R/3)/MH	I	CONC2		: la concentration du halo definie comme le rapport des colones (23) et (21).
MH(R)/MD(R)	I	M(H/D)		: le rapport de la masse du halo sur la masse du disque.
MH(R)/MB(R)	I	M(H/B)		: le rapport de la masse du halo sur la masse du bulbe.
MB(R)/MD(R)	I	M(B/D)		: le rapport de la masse du bulbe sur la masse du disque.
W	I	W		: le poids de chaque galaxie. Il se situe entre 0 et 3 et indique la qualité du résultat final. Quand on utilise le poids, les galaxies à poids 0 ne sont pas prises en considération par le programme de correlation.

Liste des parametres: (suite)

Correlat.	I	Tables	I	Explication
Suite II				
MD(R)	I	MD(R)		: la masse du disque incluse dans le rayon R_{25} .
MB(R)	I	MB(R)		: la masse du bulbe incluse dans le rayon R_{25} .
DENS.MO.H.	I	IDENS.MO.H.		: la densité moyenne du halo.
AMP(CO-1.2)	I	AMPL1		: le maximum de l'amplification de l'onde spirale, à partir de la courbe observée pour $Q=1.2$.
AMP(CO-1.5)	I	AMPL2		: le maximum de l'amplification de l'onde spirale, à partir de la courbe observée pour $Q=1.5$.
AMPL(CO-2)	I	AMPL3		: le maximum de l'amplification de l'onde spirale, à partir de la courbe observée pour $Q=2$.
AMP(CC-1.2)	I	AMPL4		: le maximum de l'amplification de l'onde spirale, à partir de la courbe calculée pour $Q=1.2$.
AMP(CC-1.5)	I	AMPL5		: le maximum de l'amplification de l'onde spirale, à partir de la courbe calculée pour $Q=1.5$.
AMPL(CC-2)	I	AMPL6		: le maximum de l'amplification de l'onde spirale, à partir de la courbe calculée pour $Q=2$.
DO(H.ISO.)	I	DO H.ISO		: la densité centrale de la sphere isotherme ajustée au halo.
RC(H.ISO.)	I	RC		: le rayon de coeur R_c de la sphere isotherme ajustée au halo.
SIGMA(H.IS)	I	SIGMA		: la dispertion de la sphère isotherme ajustée au halo. Ces trois parametres sortent du meme ajustement mais seulement deux sont libres.
LN(S)/LN(R)	I	LN(S/R)		: la pente A de la droite ajustée à la densité du halo dans le diagramme $(\ln(r), \ln(S(r)))$.

Liste des parametres: (suite)

Correlat.	I	Tables	I	Explication
Suite III				
L(RC2)	I	L	:	la classe de luminosité (RC2).
MAG.ABS.	I	M	:	la magnitude absolue issue de la magnitude apparente corrigée.
L_B	I	L_b	:	la luminosité correspondant à cette magnitude absolue: $L_b = 10^{-0.4(MAG.ABS.-5.48)}$.
$M(B+D)/L_B$	I	M_{lum}/L_b	:	le rapport de la masse lumineuse totale sur la luminosité totale absolue.
$M(H)/M(B+D)$	I	M_h/M_{lum}	:	le rapport de la masse non visible à la masse lumineuse.
$M(B+H)/M(D)$	I	M_{h+b}/M_d	:	le rapport de la masse dont la repartition est sphérique (E+H) sur la masse du disque.
RESIDU	1,2,3		:	trois registres dans lesquelles l'utilisateur peut stocker les résidus de trois correlations de son choix.
RE	I		:	le rayon effectif, rayon à l'interieur duquel se trouve la moitié de la lumière émise par la galaxie, la totalité de la lumière étant calculée jusqu'à l'infini.
RE/R_{25}	I		:	le rayon effectif en unités R_{25} .

TABLEAU (IIX,1)

NDM	I	T	IstI	D25	I	D25o	I	Ab	I	Bt	I	B-V	IB-VcorI	Bt	I	Bt corI	Ao	I	Ai	I	Bt	I	Mbt	I	Dv	I	Vo	I	b/a	I						
IC 0342	I	6	I	6	I	2.25	I	2.35	I	1.25	I	7.86	I	0.00	I	0.00	I	9.12	I	5.48	I	130.00	I	130.00	I	0.00	I	0.00	I	500.	I	0.	I	1.000	I	
NGC 0224	I	3	I	3	I	3.25	I	3.19	I	0.41	I	3.59	I	0.74	I	0.57	I	4.38	I	3.03	I	0.64	I	1.03	I	2.71	I	-21.61	L	I	287.	I	0.	I	0.300	I
NGC 0247A1	I	7	I	7	I	2.30	I	2.21	I	0.21	I	8.85	I	0.52	I	0.48	I	9.51	I	8.81	I	0.00	I	0.63	I	8.88	I	-18.62	S	I	71.	I	227.	I	0.290	I
NGC 0247B1	I	7	I	7	I	2.30	I	2.21	I	0.21	I	8.85	I	0.52	I	0.48	I	9.51	I	8.81	I	0.00	I	0.63	I	8.88	I	-18.62	S	I	71.	I	227.	I	0.290	I
NGC 0253A1	I	5	I	5	I	2.40	I	2.29	I	0.21	I	7.40	I	0.82	I	0.78	I	8.13	I	7.38	I	0.00	I	0.75	I	7.38	I	-20.72	S	I	48.	I	293.	I	0.252	I
NGC 0253B1	I	5	I	5	I	2.40	I	2.29	I	0.21	I	7.40	I	0.82	I	0.78	I	8.13	I	7.38	I	0.00	I	0.75	I	7.38	I	-20.72	S	I	48.	I	293.	I	0.252	I
NGC 0300A1	I	7	I	6	I	2.30	I	2.29	I	0.22	I	8.38	I	0.00	I	0.00	I	8.70	I	8.21	I	0.00	I	0.39	I	8.31	I	-18.59	S	I	-17.	I	128.	I	0.744	I
NGC 0300B1	I	7	I	6	I	2.30	I	2.29	I	0.22	I	8.38	I	0.00	I	0.00	I	8.70	I	8.21	I	0.00	I	0.39	I	8.31	I	-18.59	S	I	-17.	I	128.	I	0.744	I
NGC 0300C1	I	7	I	6	I	2.30	I	2.29	I	0.22	I	8.38	I	0.00	I	0.00	I	8.70	I	8.21	I	0.00	I	0.39	I	8.31	I	-18.59	S	I	-17.	I	128.	I	0.744	I
NGC 0488A1	I	3	I	2	I	1.72	I	1.71	I	0.22	I	10.83	I	0.78	I	0.70	I	11.55	I	10.89	I	0.00	I	0.57	I	10.58	I	-22.86	I	174.	I	2442.	I	0.820	I	
NGC 0488B1	I	3	I	2	I	1.72	I	1.71	I	0.22	I	10.83	I	0.78	I	0.70	I	11.55	I	10.89	I	0.00	I	0.57	I	10.58	I	-22.86	I	174.	I	2442.	I	0.770	I	
NGC 0598	I	6	I	6	I	2.79	I	2.76	I	0.31	I	5.79	I	0.44	I	0.39	I	6.26	I	5.63	I	0.12	I	0.45	I	5.69	I	-19.07	L	I	249.	I	69.	I	0.610	I
NGC 1087	I	5	I	6	I	1.54	I	1.52	I	0.29	I	11.11	I	0.45	I	0.43	I	11.56	I	11.02	I	0.00	I	0.43	I	11.13	I	-21.43	I	98.	I	1628.	I	0.650	I	
NGC 2336	I	4	I	4	I	1.84	I	1.82	I	0.45	I	10.49	I	0.50	I	0.51	I	11.12	I	10.50	I	0.15	I	0.49	I	10.48	I	-22.94	I	218.	I	2424.	I	0.543	I	
NGC 2403	I	6	I	6	I	2.25	I	2.23	I	0.38	I	8.30	I	0.37	I	0.35	I	8.89	I	8.27	I	0.14	I	0.46	I	8.29	I	-19.47	N	I	168.	I	299.	I	0.529	I
NGC 2639	I	1	I	1	I	1.30	I	1.29	I	0.27	I	12.19	I	0.77	I	0.70	I	12.65	I	11.90	I	0.08	I	0.67	I	11.90	I	-22.18	I	83.	I	3270.	I	0.570	I	
NGC 2775	I	2	I	1	I	1.65	I	1.66	I	0.26	I	10.85	I	0.78	I	0.85	I	11.20	I	11.10	I	0.10	I	0.00	I	11.10	I	-20.79	I	-141.	I	1195.	I	0.770	I	
NGC 2841	I	3	I	3	I	1.91	I	1.85	I	0.25	I	9.58	I	0.73	I	0.63	I	10.17	I	9.60	I	0.06	I	0.87	I	9.24	I	-21.53	I	77.	I	714.	I	0.493	I	
NGC 2841B1	I	3	I	3	I	1.91	I	1.85	I	0.25	I	9.58	I	0.73	I	0.63	I	10.17	I	9.60	I	0.06	I	0.87	I	9.24	I	-21.53	I	77.	I	714.	I	0.493	I	
NGC 3109	I	9	I	9	I	2.16	I	2.03	I	0.41	I	0.00	I	0.00	I	0.00	I	10.39	I	9.83	I	0.20	I	0.41	I	9.78	I	-17.28	I	-274.	I	129.	I	0.200	I	
NGC 3198	I	5	I	5	I	1.92	I	1.86	I	0.21	I	10.45	I	0.42	I	0.39	I	10.94	I	10.35	I	0.00	I	0.59	I	10.35	I	-20.39	I	40.	I	702.	I	0.390	I	
NGC 3198B1	I	5	I	5	I	1.92	I	1.86	I	0.21	I	10.45	I	0.42	I	0.39	I	10.94	I	10.35	I	0.00	I	0.59	I	10.35	I	-20.39	I	40.	I	702.	I	0.390	I	
NGC 3359	I	5	I	5	I	1.83	I	1.80	I	0.26	I	10.57	I	0.45	I	0.44	I	10.99	I	10.53	I	0.04	I	0.46	I	10.49	I	-21.30	I	130.	I	1138.	I	0.570	I	
NGC 3359B1	I	5	I	5	I	1.83	I	1.80	I	0.26	I	10.57	I	0.45	I	0.44	I	10.99	I	10.53	I	0.04	I	0.46	I	10.49	I	-21.30	I	130.	I	1138.	I	0.570	I	
NGC 3898	I	2	I	1	I	1.64	I	1.61	I	0.23	I	11.28	I	0.78	I	0.70	I	11.70	I	10.96	I	0.00	I	0.74	I	10.96	I	-21.04	I	97.	I	1258.	I	0.432	I	
NGC 3898B1	I	2	I	1	I	1.64	I	1.61	I	0.23	I	11.28	I	0.78	I	0.70	I	11.70	I	10.96	I	0.00	I	0.74	I	10.96	I	-21.04	I	97.	I	1258.	I	0.432	I	
NGC 3992	I	4	I	3	I	1.88	I	1.85	I	0.22	I	10.22	I	0.70	I	0.62	I	10.64	I	9.94	I	0.00	I	0.69	I	9.95	I	-21.83	I	85.	I	1134.	I	0.617	I	
NGC 4258	I	4	I	3	I	2.26	I	2.20	I	0.21	I	8.45	I	0.56	I	0.45	I	8.95	I	8.04	I	0.00	I	0.91	I	8.04	I	-22.05	I	57.	I	520.	I	0.363	I	
NGC 4258B1	I	4	I	3	I	2.26	I	2.20	I	0.21	I	8.45	I	0.56	I	0.45	I	8.95	I	8.04	I	0.00	I	0.91	I	8.04	I	-22.05	I	57.	I	520.	I	0.363	I	
NGC 4321A1	I	4	I	5	I	1.84	I	1.85	I	0.19	I	9.86	I	0.67	I	0.64	I	10.11	I	9.75	I	0.00	I	0.32	I	9.79	I	-21.91	V	I	-104.	I	1464.	I	0.827	I
NGC 4321B1	I	4	I	5	I	1.84	I	1.85	I	0.19	I	9.86	I	0.67	I	0.64	I	10.11	I	9.75	I	0.00	I	0.32	I	9.79	I	-21.91	V	I	-104.	I	1464.	I	0.827	I
NGC 4378	I	1	I	1	I	1.52	I	1.53	I	0.20	I	0.00	I	0.00	I	0.00	I	12.28	I	12.28	I	0.00	I	0.00	I	12.28	I	-21.12	I	-154.	I	2391.	I	0.930	I	
NGC 4395	I	9	I	7	I	2.11	I	2.10	I	0.19	I	10.44	I	0.48	I	0.46	I	10.69	I	10.35	I	0.00	I	0.34	I	10.35	I	-18.57	I	-13.	I	304.	I	0.766	I	
NGC 4594	I	1	I	2	I	1.95	I	1.90	I	0.24	I	8.74	I	0.84	I	0.62	I	9.28	I	8.28	I	0.00	I	0.98	I	8.40	I	-22.81	I	-216.	I	873.	I	0.225	I	
NGC 4605	I	5	I	6	I	1.74	I	1.67	I	0.25	I	10.41	I	0.00	I	0.00	I	10.96	I	10.35	I	0.00	I	0.61	I	10.35	I	-18.34	I	132.	I	273.	I	0.420	I	
NGC 4698	I	2	I	1	I	1.63	I	1.59	I	0.20	I	10.99	I	0.77	I	0.78	I	11.53	I	10.15	I	0.00	I	0.38	I	11.53	I	-20.55	V	I	-130.	I	856.	I	0.390	I
NGC 4698B1	I	2	I	1	I	1.63	I	1.59	I	0.20	I	10.99	I	0.77	I	0.78	I	11.53	I	10.15	I	0.00	I	0.38	I	11.53	I	-20.55	V	I	-130.	I	856.	I	0.390	I
NGC 4736	I	2	I	2	I	2.04	I	2.04	I	0.20	I	8.58	I	0.69	I	0.62	I	8.92	I	8.38	I	0.00	I	0.54	I	8.38	I	-20.81	I	34.	I	345.	I	0.827	I	
NGC 5033	I	5	I	4	I	2.02	I	1.98	I	0.20	I	10.18	I	0.44	I	0.41	I	10.63	I	10.11	I	0.00	I	0.52	I	10.11	I	-21.16	I	19.	I	897.	I	0.502	I	
NGC 5055	I	4	I	4	I	2.09	I	2.06	I	0.20	I	8.93	I	0.64	I	0.62	I	9.33	I	8.87	I	0.00	I	0.46	I	8.87	I	-21.34	I	47.	I	550.	I	0.597	I	
NGC 5194	I	4	I	4	I	2.04	I	2.02	I	0.21	I	8.62	I	0.52	I	0.50	I	8.98	I	8.57	I	0.00	I	0.41	I	8.57	I	-21.60	I	77.	I	541.	I	0.840	I	
NGC 5236	I	5	I	5	I	2.05	I	2.07	I	0.34	I	7.85	I	0.00	I	0.00	I	8.51	I	8.06	I	0.12	I	0.31	I	8.08	I	-21.12	C	I	-245.	I	275.	I	0.917	I
NGC 5383	I	3	I	3	I	1.55	I	1.55	I	0.20	I	11.79	I	0.57	I	0.51	I	12.05	I	11.54	I	0.00	I	0.51	I	11.54	I	-21.79	I	62.	I	2322.	I	0.854	I	
NGC 5457	I	6	I	5	I	2.43	I	2.45	I	0.23	I	7.29	I	0.40	I	0.39	I	8.18	I	7.89	I	0.00	I	0.29	I	7.89	I	-21.51	M	I	121.	I	372.	I	0.940	I
NGC 5663	I	130	I	130	I	1.55	I	1.55	I	0.25	I	0.00	I	0.00	I	0.00	I	12.70	I	12.31	I	130.00	I	130.00	I	0.00	I	0.00	I	500.	I	0.	I	0.750	I	
NGC 5303	I	6	I	6	I	1.79	I	1.72	I	0.41	I	10.15	I	0.50	I	0.47	I	10.93	I	10.14	I	0.13	I	0.65	I	10.15	I	-18.76	I	243.	I	303.	I	0.336	I	
NGC 6946	I	6	I	6	I	2.04	I	2.12	I	1.10	I	8.49	I	0.54	I	0.32	I	9.68	I	7.74	I	0.52	I	0.32	I	8.84	I	-2								

TABLEAU (Suite I) (IX,4)

NGM	I	M/L	b	I	M/L	d	I	MH(R)	I	MH(R/2)	I	MH(R/3)	I	MH(R/4)	I	M(HI)	I	COND1	I	COND2	I	M(H/D)	I	M(H/B)	I	M(B/D)	I	W	I	
IC	0342	I	0.25	I	12.25	I	0.392E+02	I	0.180E+02	I	0.576E+01	I	0.216E+01	I	22.51	I	0.458	I	0.147	I	0.59	I	1827.09	I	0.00	I	2.5	I		
NGC	0224	I	2.59	I	2.89	I	0.878E+02	I	0.465E+02	I	0.311E+02	I	0.230E+02	I	7.60	I	0.529	I	0.355	I	0.90	I	3.73	I	0.24	I	2.5	I		
NGC	0247AI	0.00	I	1.61	I	0.424E+01	I	0.128E+01	I	0.743E+00	I	0.400E+00	I	0.00	I	0.302	I	0.175	I	0.74	I	0.00	I	0.00	I	0.00	I	2.0	I	
NGC	0247BI	0.00	I	1.96	I	0.339E+01	I	0.629E+00	I	0.456E+00	I	0.284E+00	I	0.00	I	0.186	I	0.135	I	0.55	I	0.00	I	0.00	I	0.00	I	1.5	I	
NGC	0253AI	30.25	I	1.00	I	0.442E+02	I	0.296E+02	I	0.208E+02	I	0.136E+02	I	7.35	I	0.668	I	0.471	I	2.13	I	12.18	I	0.18	I	0.0	I	0.0	I	
NGC	0253BI	9.00	I	0.72	I	0.481E+02	I	0.332E+02	I	0.210E+02	I	0.145E+02	I	7.35	I	0.690	I	0.438	I	1.18	I	2.71	I	0.44	I	0.0	I	0.0	I	
NGC	0300AI	0.00	I	2.56	I	0.489E+01	I	0.110E+01	I	0.190E+01	I	0.000E+01	I	1.61	I	0.225	I	0.004	I	1.00	I	0.00	I	0.00	I	0.00	I	1.0	I	
NGC	0300BI	0.00	I	3.24	I	0.243E+01	I	0.381E+00	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	1.61	I	0.157	I	0.000	I	0.40	I	0.00	I	0.00	I	0.00	I	1.5	I	
NGC	0300CI	2.89	I	4.20	I	0.190E+01	I	0.206E-01	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	1.61	I	0.011	I	0.000	I	0.34	I	8.75	I	0.04	I	1.0	I	1.0	I	
NGC	0488AI	5.06	I	2.72	I	0.000E+01	I	0.202E+03	I	0.124E+03	I	0.863E+02	I	0.00	I	0.612	I	0.427	I	0.79	I	4.17	I	0.23	I	2.0	I	2.0	I	
NGC	0488BI	3.24	I	1.69	I	0.000E+01	I	0.201E+03	I	0.113E+03	I	0.741E+02	I	0.00	I	0.563	I	0.369	I	0.80	I	4.01	I	0.24	I	1.5	I	1.5	I	
NGC	0598	I	0.00	I	1.77	I	0.771E+01	I	0.188E+01	I	0.658E+00	I	0.192E+00	I	1.47	I	0.244	I	0.085	I	1.25	I	0.00	I	0.00	I	3.0	I	3.0	I
NGC	1067	I	2.25	I	0.28	I	0.000E+01	I	0.229E+02	I	0.194E+02	I	0.139E+02	I	0.00	I	0.846	I	0.608	I	2.76	I	23.92	I	0.23	I	0.0	I	0.0	I
NGC	2336	I	6.76	I	1.85	I	0.372E+03	I	0.213E+03	I	0.138E+03	I	0.762E+02	I	48.45	I	0.572	I	0.372	I	1.27	I	7.56	I	0.17	I	1.5	I	1.5	I
NGC	2403	I	1.21	I	1.44	I	0.172E+02	I	0.198E+00	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	3.64	I	0.012	I	0.000	I	1.62	I	1212.51	I	0.01	I	3.0	I	3.0	I
NGC	2639	I	1.00	I	3.61	I	0.000E+01	I	0.131E+03	I	0.945E+02	I	0.548E+02	I	0.00	I	0.723	I	0.419	I	1.03	I	3.11	I	0.43	I	1.5	I	1.5	I
NGC	2775	I	4.93	I	3.31	I	0.000E+01	I	0.584E+02	I	0.314E+02	I	0.117E+02	I	0.86	I	0.537	I	0.201	I	0.78	I	3.64	I	0.38	I	0.0	I	0.0	I
NGC	2841	I	1.82	I	4.41	I	0.589E+02	I	0.282E+01	I	0.836E+00	I	0.353E+00	I	9.17	I	0.048	I	0.014	I	0.37	I	4.02	I	0.09	I	3.0	I	3.0	I
NGC	2841BI	4.41	I	4.00	I	0.103E+03	I	0.299E+02	I	0.887E+01	I	0.374E+01	I	9.17	I	0.290	I	0.086	I	0.62	I	6.15	I	0.10	I	1.5	I	1.5	I	
NGC	3109	I	0.00	I	0.53	I	0.424E-01	I	0.530E-02	I	0.157E-02	I	0.663E-03	I	0.00	I	0.125	I	0.037	I	0.08	I	0.00	I	0.00	I	2.0	I	2.0	I
NGC	3198	I	0.00	I	1.21	I	0.294E+02	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	9.67	I	0.000	I	0.000	I	0.88	I	0.00	I	0.00	I	0.0	I	0.0	I
NGC	3198BI	0.41	I	0.29	I	0.243E+02	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	9.67	I	0.000	I	0.000	I	0.68	I	40.22	I	0.02	I	3.0	I	3.0	I	
NGC	3359	I	0.85	I	1.00	I	0.380E+02	I	0.304E+01	I	0.137E+01	I	0.540E+00	I	26.13	I	0.080	I	0.036	I	0.78	I	41.22	I	0.02	I	0.0	I	0.0	I
NGC	3359BI	1.00	I	1.00	I	0.256E+02	I	0.463E+01	I	0.948E+00	I	0.400E+00	I	26.13	I	0.181	I	0.037	I	0.53	I	23.52	I	0.02	I	2.0	I	2.0	I	
NGC	3898	I	2.04	I	4.20	I	0.118E+03	I	0.213E+02	I	0.176E+01	I	0.761E+00	I	3.78	I	0.180	I	0.015	I	1.78	I	5.07	I	0.35	I	2.0	I	2.0	I
NGC	3898BI	2.10	I	5.29	I	0.519E+02	I	0.823E+01	I	0.413E+01	I	0.153E+01	I	3.78	I	0.159	I	0.080	I	0.71	I	1.86	I	0.38	I	1.0	I	1.0	I	
NGC	3992	I	0.56	I	2.64	I	0.109E+03	I	0.626E+02	I	0.140E+02	I	0.239E+01	I	0.00	I	0.576	I	0.129	I	0.53	I	16.04	I	0.03	I	1.0	I	1.0	I
NGC	4258	I	3.46	I	0.86	I	0.283E+03	I	0.146E+03	I	0.135E+03	I	0.128E+03	I	12.92	I	0.515	I	0.477	I	6.47	I	49.54	I	0.13	I	0.0	I	0.0	I
NGC	4258BI	4.41	I	1.49	I	0.189E+03	I	0.520E+02	I	0.342E+02	I	0.209E+02	I	12.92	I	0.275	I	0.181	I	2.51	I	25.91	I	0.10	I	2.0	I	2.0	I	
NGC	4321AI	2.25	I	1.96	I	0.145E+03	I	0.829E+02	I	0.692E+02	I	0.540E+02	I	3.75	I	0.570	I	0.476	I	1.43	I	10.88	I	0.13	I	1.0	I	1.0	I	
NGC	4321BI	1.69	I	2.25	I	0.134E+03	I	0.810E+02	I	0.682E+02	I	0.563E+02	I	3.75	I	0.603	I	0.508	I	1.63	I	8.54	I	0.19	I	1.0	I	1.0	I	
NGC	4378	I	6.25	I	5.76	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	7.09	I	0.000	I	0.000	I	0.00	I	0.00	I	0.31	I	1.0	I	1.0	I
NGC	4395	I	0.00	I	0.53	I	0.119E+02	I	0.245E+01	I	0.156E+01	I	0.808E+00	I	0.00	I	0.206	I	0.131	I	1.96	I	0.00	I	0.00	I	3.0	I	3.0	I
NGC	4594	I	1.69	I	3.24	I	0.000E+01	I	0.195E+03	I	0.140E+03	I	0.106E+03	I	8.61	I	0.717	I	0.545	I	1.71	I	10.63	I	0.37	I	1.0	I	1.0	I
NGC	4605	I	0.04	I	0.25	I	0.000E+01	I	0.106E+01	I	0.489E+00	I	0.197E-01	I	0.00	I	0.460	I	0.019	I	1.14	I	155.15	I	0.04	I	0.0	I	0.0	I
NGC	4698	I	0.20	I	1.00	I	0.000E+01	I	0.367E+02	I	0.181E+02	I	0.109E+02	I	2.64	I	0.493	I	0.298	I	1.05	I	43.55	I	0.05	I	2.0	I	2.0	I
NGC	4698BI	0.36	I	3.24	I	0.000E+01	I	0.389E+02	I	0.244E+02	I	0.170E+02	I	2.64	I	0.629	I	0.439	I	0.91	I	57.95	I	0.03	I	1.0	I	1.0	I	
NGC	4736	I	1.21	I	0.90	I	0.000E+01	I	0.312E+02	I	0.113E+02	I	0.108E+01	I	0.57	I	0.362	I	0.035	I	2.24	I	14.30	I	0.39	I	2.0	I	2.0	I
NGC	5033	I	3.24	I	2.40	I	0.238E+03	I	0.121E+03	I	0.918E+02	I	0.892E+02	I	13.46	I	0.507	I	0.385	I	2.45	I	21.09	I	0.12	I	2.0	I	2.0	I
NGC	5055	I	2.72	I	0.61	I	0.106E+03	I	0.131E+02	I	0.127E+02	I	0.127E+02	I	10.62	I	0.123	I	0.120	I	1.93	I	3.19	I	0.60	I	2.0	I	2.0	I
NGC	5194	I	3.42	I	1.82	I	0.000E+01	I	0.433E+02	I	0.340E+02	I	0.178E+02	I	6.25	I	0.785	I	0.412	I	1.00	I	2.51	I	0.41	I	1.0	I	1.0	I
NGC	5236	I	0.84	I	1.21	I	0.648E+02	I	0.293E+02	I	0.415E+01	I	0.193E+01	I	21.72	I	0.453	I	0.064	I	1.77	I	43.96	I	0.04	I	0.0	I	0.0	I
NGC	5383	I	1.00	I	2.40	I	0.125E+03	I	0.278E+02	I	0.211E+02	I	0.138E+02	I	0.00	I	0.222	I	0.169	I	1.30	I	19.12	I	0.07	I	3.0	I	3.0	I
NGC	5457	I	2.25	I	4.20	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	0.000E+01	I	24.07	I	0.000	I	0.000	I	0.00	I	0.00	I	0.01	I	0.0	I	0.0	I
NGC	5963	I	0.00	I	1.21	I	0.361E+02	I	0.131E+02	I	0.405E+01	I	0.262E+01	I	3.60	I	0.362	I	0.112	I	6.92	I	0.00	I	0.00	I	3.0	I	3.0	I
NGC	6503	I	0.64	I	0.72	I	0.890E+01	I	0.957E+00	I	0.169E+00	I	0.000E+01	I	1.65	I	0.108	I	0.019	I	1.85	I	1401.62	I	0.00	I	3.0	I	3.0	I
NGC	6946	I	8.76	I	6.00	I	0.549E+02	I	0.237E+02	I	0.198E+02	I	0.902E+01	I	8.89	I	0.432	I	0.361	I	0.86	I	60.23	I	0.01	I	3.0	I	3.0	I
NGC	7217	I	6.25	I	2.56	I	0.000E+01	I	0.674E+02	I	0.425E+02	I	0.372E+02	I	1.93	I	0.631	I	0.552	I	0.88	I	7.81	I	0.17	I	2.0	I	2.0	I
NGC	7331	I	2.25	I	1.69	I	0.213E+03	I	0.452E+02	I	0.203E+02	I	0.180E+02	I	24.88	I	0.212	I	0.095	I	1.80	I	4.97	I	0.36	I	3.0	I	3.0	I
NGC	7541	I	4.00	I	0.96	I	0.126E+03	I	0.266E+02	I	0.207E+02	I	0.164E+02	I	37.45	I	0.211	I	0.165	I	0.79	I	8.37	I	0.09	I	2.0	I	2.0	I
NGC	7664	I																												

TABLEAU (Suite II) (IIX,1)

NDM	I	MD(R)	I	MB(R)	I	DENS.MD.H.	I	AMPL1	I	AMPL2	I	AMPL3	I	AMPL4	I	AMPL5	I	AMPL6	I	DO H. ISD.	I	RC	I	SIGMA	I	LN(S/R)	I	
IC	0342	I	0.862E+02	I	0.474E-01	I	0.117E+01	I	14.61	I	5.20	I	3.14	I	22.46	I	5.71	I	2.63	I	0.314E+01	I	27.17	I	117.9	I	-1.086	I
NGC	0224	I	0.973E+02	I	0.236E+02	I	0.229E+01	I	37.13	I	9.26	I	3.69	I	47.95	I	12.00	I	4.23	I	0.564E+01	I	20.00	I	116.4	I	-1.690	I
NGC	0247AI	I	0.572E+01	I	0.000E+01	I	0.437E+01	I	49.37	I	9.27	I	2.58	I	48.00	I	7.64	I	2.22	I	0.677E+01	I	11.51	I	73.4	I	-0.835	I
NGC	0247BI	I	0.617E+01	I	0.000E+01	I	0.413E+01	I	49.26	I	10.75	I	3.19	I	46.50	I	13.19	I	4.98	I	0.560E+01	I	13.83	I	80.2	I	-0.561	I
NGC	0253AI	I	0.207E+02	I	0.363E+01	I	0.308E+01	I	6.75	I	3.46	I	2.56	I	47.20	I	13.20	I	4.81	I	0.357E+02	I	8.17	I	119.5	I	-1.860	I
NGC	0253BI	I	0.406E+02	I	0.177E+02	I	0.104E+01	I	22.01	I	6.92	I	3.51	I	45.72	I	12.87	I	4.79	I	0.808E+01	I	17.00	I	118.4	I	-1.856	I
NGC	0300AI	I	0.490E+01	I	0.000E+01	I	0.394E+01	I	21.10	I	6.95	I	3.67	I	45.21	I	11.31	I	4.49	I	0.232E+02	I	3.84	I	45.4	I	-1.400	I
NGC	0300BI	I	0.610E+01	I	0.000E+01	I	0.360E+01	I	39.58	I	11.21	I	4.51	I	47.26	I	12.06	I	4.49	I	0.685E+01	I	8.85	I	56.7	I	-1.066	I
NGC	0300CI	I	0.566E+01	I	0.217E+00	I	0.405E+01	I	33.10	I	9.56	I	4.21	I	45.48	I	10.08	I	3.32	I	0.119E+02	I	6.17	I	52.2	I	-0.300	I
NGC	0488AI	I	0.256E+03	I	0.583E+02	I	0.600E+01	I	36.17	I	9.48	I	3.82	I	44.38	I	12.92	I	5.14	I	0.558E+02	I	6.67	I	122.0	I	-1.929	I
NGC	0488BI	I	0.250E+03	I	0.604E+02	I	0.600E+01	I	37.80	I	9.93	I	3.91	I	38.75	I	10.18	I	3.97	I	0.414E+02	I	8.00	I	126.1	I	-1.723	I
NGC	0598	I	0.615E+01	I	0.000E+01	I	0.606E+01	I	23.32	I	5.01	I	2.01	I	49.13	I	8.60	I	2.42	I	0.177E+02	I	5.56	I	57.2	I	-1.004	I
NGC	1087	I	0.830E+01	I	0.190E+01	I	0.108E+02	I	42.51	I	13.37	I	5.69	I	1.46	I	1.26	I	1.28	I	0.119E+03	I	2.36	I	63.0	I	-1.550	I
NGC	2336	I	0.294E+03	I	0.492E+02	I	0.593E+00	I	44.63	I	11.27	I	4.32	I	44.43	I	14.21	I	6.28	I	0.148E+02	I	10.09	I	95.1	I	-1.826	I
NGC	2403	I	0.106E+02	I	0.809E-01	I	0.351E+01	I	46.00	I	5.94	I	1.73	I	44.77	I	5.71	I	1.97	I	0.109E+02	I	10.50	I	84.9	I	-1.197	I
NGC	2639	I	0.127E+03	I	0.545E+02	I	0.148E+02	I	39.25	I	12.37	I	4.80	I	4.18	I	2.87	I	2.52	I	0.197E+03	I	3.82	I	131.5	I	-1.710	I
NGC	2775	I	0.749E+02	I	0.283E+02	I	0.103E+05	I	39.78	I	15.42	I	5.90	I	45.85	I	12.44	I	4.91	I	0.662E+02	I	5.72	I	114.1	I	-0.150	I
NGC	2841	I	0.161E+03	I	0.146E+02	I	0.127E+01	I	41.50	I	11.73	I	4.80	I	45.20	I	10.52	I	4.64	I	0.511E+01	I	28.97	I	160.4	I	-0.771	I
NGC	2841BI	I	0.165E+03	I	0.168E+02	I	0.128E+01	I	46.50	I	12.81	I	4.96	I	47.05	I	12.40	I	4.84	I	0.480E+01	I	29.49	I	158.2	I	-1.373	I
NGC	3109	I	0.514E+00	I	0.000E+01	I	0.873E+00	I	11.24	I	1.27	I	1.05	I	23.53	I	2.43	I	1.78	I	0.222E+01	I	10.00	I	36.5	I	-0.425	I
NGC	3198	I	0.336E+02	I	0.000E+01	I	0.263E+00	I	24.93	I	5.32	I	2.22	I	34.92	I	5.37	I	3.25	I	0.379E+01	I	18.33	I	87.4	I	-2.087	I
NGC	3198BI	I	0.356E+02	I	0.603E+00	I	0.261E+00	I	35.25	I	4.97	I	2.92	I	30.18	I	8.73	I	3.91	I	0.318E+01	I	20.00	I	87.4	I	-2.012	I
NGC	3359	I	0.485E+02	I	0.923E+00	I	0.672E+00	I	48.85	I	8.01	I	2.43	I	46.31	I	10.26	I	4.24	I	0.129E+01	I	31.67	I	88.1	I	-0.261	I
NGC	3359BI	I	0.485E+02	I	0.109E+01	I	0.690E+00	I	42.08	I	12.50	I	5.02	I	45.30	I	7.58	I	3.57	I	0.204E+01	I	22.67	I	79.2	I	-0.299	I
NGC	3898	I	0.664E+02	I	0.233E+02	I	0.105E+02	I	35.90	I	9.17	I	3.69	I	38.04	I	9.85	I	3.84	I	0.152E+02	I	19.64	I	187.4	I	-0.476	I
NGC	3898BI	I	0.737E+02	I	0.280E+02	I	0.317E+01	I	41.15	I	10.35	I	3.87	I	43.62	I	11.33	I	4.20	I	0.676E+01	I	19.39	I	123.5	I	-0.817	I
NGC	3992	I	0.206E+03	I	0.677E+01	I	0.161E+01	I	36.69	I	7.95	I	4.14	I	47.60	I	7.24	I	4.23	I	0.892E+01	I	13.91	I	101.7	I	-1.069	I
NGC	4258	I	0.438E+02	I	0.572E+01	I	0.174E+01	I	15.48	I	6.19	I	3.81	I	47.36	I	11.43	I	3.57	I	0.137E+02	I	13.33	I	120.8	I	-1.671	I
NGC	4258BI	I	0.753E+02	I	0.729E+01	I	0.126E+01	I	48.78	I	11.57	I	4.75	I	49.53	I	12.05	I	4.18	I	0.619E+01	I	17.96	I	109.4	I	-0.817	I
NGC	4321AI	I	0.102E+03	I	0.134E+02	I	0.762E+04	I	46.35	I	13.97	I	6.06	I	39.95	I	13.81	I	5.32	I	0.517E+02	I	5.00	I	88.1	I	-1.800	I
NGC	4321BI	I	0.824E+02	I	0.157E+02	I	0.862E+04	I	43.48	I	12.30	I	5.32	I	37.88	I	12.28	I	5.21	I	0.876E+02	I	4.33	I	99.4	I	-2.045	I
NGC	4378	I	0.253E+03	I	0.774E+02	I	0.000E+01	I	1.46	I	1.51	I	1.67	I	32.98	I	11.87	I	5.80	I	0.000E+01	I	17.96	I	0.0	I	-0.817	I
NGC	4395	I	0.606E+01	I	0.000E+01	I	0.138E+01	I	8.47	I	1.97	I	1.26	I	46.48	I	10.07	I	4.04	I	0.408E+01	I	9.64	I	47.7	I	-0.969	I
NGC	4594	I	0.114E+03	I	0.420E+02	I	0.279E+05	I	1.00	I	1.00	I	1.00	I	1.00	I	1.00	I	1.00	I	0.224E+03	I	4.80	I	175.9	I	-1.390	I
NGC	4605	I	0.931E+00	I	0.338E-01	I	0.463E+02	I	3.40	I	1.46	I	1.33	I	18.03	I	1.79	I	1.13	I	0.732E+02	I	3.00	I	62.9	I	-0.912	I
NGC	4698	I	0.350E+02	I	0.179E+01	I	0.358E+02	I	20.05	I	5.16	I	2.44	I	49.03	I	8.25	I	3.36	I	0.839E+02	I	6.17	I	138.4	I	-1.031	I
NGC	4698BI	I	0.428E+02	I	0.116E+01	I	0.290E+02	I	30.86	I	6.49	I	2.50	I	42.70	I	11.88	I	5.06	I	0.365E+03	I	1.96	I	91.7	I	-0.962	I
NGC	4736	I	0.140E+02	I	0.551E+01	I	0.186E+02	I	46.03	I	13.46	I	5.10	I	43.09	I	12.42	I	4.84	I	0.775E+02	I	4.43	I	95.6	I	-0.761	I
NGC	5033	I	0.974E+02	I	0.113E+02	I	0.121E+01	I	46.72	I	12.69	I	4.56	I	46.54	I	12.93	I	5.30	I	0.662E+01	I	16.67	I	105.0	I	-1.950	I
NGC	5055	I	0.550E+02	I	0.333E+02	I	0.567E+00	I	31.88	I	9.33	I	4.09	I	44.16	I	13.41	I	5.25	I	0.630E+01	I	15.90	I	97.8	I	-1.948	I
NGC	5194	I	0.432E+02	I	0.176E+02	I	0.147E+02	I	32.14	I	9.23	I	4.49	I	38.07	I	11.13	I	5.21	I	0.210E+03	I	2.39	I	84.9	I	-2.834	I
NGC	5236	I	0.366E+02	I	0.147E+01	I	0.139E+01	I	11.54	I	4.80	I	3.13	I	47.26	I	7.00	I	1.99	I	0.101E+02	I	12.67	I	98.7	I	-1.494	I
NGC	5363	I	0.964E+02	I	0.655E+01	I	0.189E+01	I	49.31	I	9.12	I	3.13	I	49.32	I	10.12	I	3.42	I	0.318E+01	I	24.33	I	106.3	I	-1.428	I
NGC	5457	I	0.142E+03	I	0.164E+01	I	0.000E+01	I	49.36	I	13.57	I	5.16	I	49.41	I	13.52	I	6.18	I	0.000E+01	I	15.83	I	0.0	I	0.000	I
NGC	5963	I	0.522E+01	I	0.533E-05	I	0.641E+01	I	33.31	I	7.04	I	2.83	I	28.91	I	3.42	I	2.51	I	0.578E+02	I	4.20	I	75.5	I	-1.166	I
NGC	6503	I	0.480E+01	I	0.222E-01	I	0.204E+01	I	8.54	I	1.32	I	1.08	I	34.92	I	3.08	I	2.37	I	0.227E+02	I	6.03	I	70.5	I	-1.694	I
NGC	6946	I	0.635E+02	I	0.911E+00	I	0.468E+01	I	48.60	I	10.29	I	3.57	I	39.09	I	4.70	I	2.40	I	0.816E+01	I	16.00	I	111.9	I	-1.286	I
NGC	7217	I	0.763E+02	I	0.132E+02	I	0.143E+02	I	45.18	I	12.74	I	5.55	I	35.58	I	11.50	I	5.18	I	0.248E+03	I	2.59	I	100.0	I	-1.729	I
NGC	7331	I	0.118E+03	I	0.429E+02	I	0.127E+01	I	43.69	I	13.19	I	5.23	I	42.84	I	13.71	I	5.38	I	0.352E+01	I	30.17	I	138.7	I	-0.584	I
NGC	7541	I	0.160E+03	I	0.151E+02	I	0.202E+01	I	49.48	I	13.11	I	4.90	I	46.91	I	12.34	I	4.34	I	0.620E+01	I	15.67	I	95.6	I	-1.945	I
NGC	7664	I	0.233E+01	I	0.557E+01	I	0.261E+01	I	49.03	I	11.09	I	4.34	I	48.78	I	11.08	I	3.33	I	0.446E+01	I	27.00	I	139.7	I	-1.082	I
NGC	7793AI	I	0.347E+01	I	0.591E-01	I	0.148E+02	I	49.55	I	10.20	I	2.91	I	47.81	I	9.85	I	3.02	I	0.746E+02	I	2.10	I				

TABLEAU (Suite III) (IIX,1)

NOM	I	L	I	M	I	Lb	I	Mlum/Lb	I	Mh/Mlum	I	Mtot/Lb	I	Mh+b/Md	I
IC 0342	I	2	I	-22.79	I	202.5000	I	0.327	I	0.592	I	0.521	I	0.594	I
NGC 0224	I	2	I	-21.16	I	45.4672	I	2.658	I	0.727	I	4.589	I	1.145	I
NGC 0247AI	7	I	-18.18	I	2.9099	I	1.966	I	0.742	I	3.424	I	0.000	I	
NGC 0247BI	7	I	-18.18	I	2.9099	I	2.121	I	0.549	I	3.286	I	0.000	I	
NGC 0253AI30	I	-19.61	I	10.8613	I	2.242	I	1.816	I	6.313	I	2.309	I		
NGC 0253BI30	I	-20.74	I	30.6548	I	1.905	I	0.824	I	3.474	I	1.620	I		
NGC 0300AI30	I	-17.94	I	2.3383	I	2.095	I	0.998	I	4.187	I	0.000	I		
NGC 0300BI30	I	-17.94	I	2.3383	I	2.607	I	0.398	I	3.644	I	0.000	I		
NGC 0300CI30	I	-17.94	I	2.3383	I	2.512	I	0.323	I	3.324	I	0.374	I		
NGC 0488AI	1	I	-22.55	I	163.2449	I	1.924	I	1.287	I	4.400	I	1.807	I	
NGC 0488BI	1	I	-22.55	I	163.2449	I	1.903	I	1.292	I	4.363	I	1.846	I	
NGC 0598	I	4	I	-18.56	I	4.1467	I	1.484	I	1.253	I	3.344	I	0.000	I
NGC 1087	I	5	I	-21.40	I	56.5718	I	0.180	I	4.495	I	0.990	I	5.751	I
NGC 2336	I	1	I	-22.92	I	229.0310	I	1.500	I	1.084	I	3.126	I	1.433	I
NGC 2403	I	5	I	-19.32	I	8.3373	I	1.285	I	1.605	I	3.348	I	1.625	I
NGC 2639	I	30	I	-22.21	I	119.5758	I	1.514	I	1.443	I	3.699	I	2.495	I
NGC 2775	I	30	I	-20.83	I	33.3590	I	3.093	I	1.132	I	6.596	I	1.939	I
NGC 2841	I	1	I	-21.18	I	45.9909	I	3.814	I	0.336	I	5.095	I	0.457	I
NGC 2841BI	1	I	-21.18	I	45.9909	I	3.963	I	0.566	I	6.206	I	0.725	I	
NGC 3109	I	8	I	-16.32	I	0.5259	I	0.978	I	0.083	I	1.058	I	0.000	I
NGC 3198	I	3	I	-20.40	I	22.4098	I	1.499	I	0.875	I	2.812	I	0.000	I
NGC 3198BI	3	I	-20.40	I	22.4098	I	1.615	I	0.670	I	2.698	I	0.699	I	
NGC 3359	I	3	I	-21.26	I	49.6443	I	0.995	I	0.770	I	1.761	I	0.803	I
NGC 3359BI	3	I	-21.26	I	49.6443	I	0.999	I	0.517	I	1.515	I	0.551	I	
NGC 3898	I	3	I	-20.86	I	34.2945	I	2.617	I	1.319	I	6.068	I	2.133	I
NGC 3898BI	3	I	-20.86	I	34.2945	I	2.963	I	0.511	I	4.478	I	1.085	I	
NGC 3992	I	1	I	-21.83	I	83.9879	I	2.528	I	0.512	I	3.821	I	0.562	I
NGC 4258	I	30	I	-22.05	I	102.3450	I	0.484	I	5.722	I	3.251	I	6.600	I
NGC 4258BI30	I	-22.05	I	102.3450	I	0.807	I	2.285	I	2.653	I	2.603	I		
NGC 4321AI	1	I	-21.76	I	78.3538	I	1.467	I	1.266	I	3.323	I	1.564	I	
NGC 4321BI	1	I	-21.76	I	78.3538	I	1.252	I	1.368	I	2.966	I	1.820	I	
NGC 4378	I	30	I	-21.15	I	45.0062	I	7.334	I	0.000	I	7.334	I	0.306	I
NGC 4395	I	8	I	-18.65	I	4.4738	I	1.356	I	1.964	I	4.018	I	0.000	I
NGC 4594	I	30	I	-23.06	I	259.6232	I	0.601	I	2.497	I	2.101	I	3.783	I
NGC 4605	I	30	I	-18.47	I	3.7919	I	0.254	I	2.205	I	0.815	I	2.321	I
NGC 4698	I	3	I	-21.36	I	54.2076	I	0.680	I	1.995	I	2.035	I	2.148	I
NGC 4698BI	3	I	-21.36	I	54.2076	I	0.811	I	1.768	I	2.244	I	1.843	I	
NGC 4736	I	3	I	-20.81	I	32.9381	I	0.591	I	3.206	I	2.486	I	4.867	I
NGC 5033	I	2	I	-21.15	I	45.0512	I	2.413	I	2.192	I	7.701	I	2.563	I
NGC 5055	I	3	I	-21.34	I	53.3071	I	1.657	I	1.204	I	3.653	I	2.537	I
NGC 5194	I	1	I	-21.60	I	67.7404	I	0.898	I	1.424	I	2.176	I	2.409	I
NGC 5236	I	2	I	-21.13	I	44.2281	I	0.860	I	1.702	I	2.324	I	1.811	I
NGC 5383	I	3	I	-21.79	I	81.1028	I	1.269	I	1.216	I	2.813	I	1.366	I
NGC 5457	I	1	I	-21.51	I	62.7519	I	2.287	I	0.000	I	2.287	I	0.012	I
NGC 5963	I	30	I	-18.84	I	5.3587	I	0.974	I	6.916	I	7.707	I	6.916	I
NGC 6503	I	5	I	-18.79	I	5.0893	I	0.948	I	1.845	I	2.696	I	1.858	I
NGC 6946	I	1	I	-21.39	I	55.9950	I	1.150	I	0.852	I	2.130	I	0.879	I
NGC 7217	I	3	I	-21.81	I	82.0979	I	1.093	I	1.502	I	2.734	I	1.935	I
NGC 7331	I	2	I	-22.69	I	185.6136	I	0.868	I	1.324	I	2.017	I	2.167	I
NGC 7541	I	3	I	-22.19	I	116.7712	I	1.496	I	0.721	I	2.575	I	0.884	I
NGC 7664	I	30	I	-21.97	I	95.6771	I	0.083	I	0.051	I	0.087	I	2.567	I
NGC 7793AI30	I	-18.87	I	5.4764	I	0.645	I	1.676	I	1.726	I	1.722	I		
NGC 7793DI30	I	-18.87	I	5.4764	I	1.540	I	0.000	I	1.540	I	0.019	I		
NGC 7793BI30	I	-18.87	I	5.4764	I	0.569	I	2.143	I	1.788	I	2.487	I		
NGC 7793CI30	I	-18.87	I	5.4764	I	1.691	I	0.000	I	1.691	I	0.000	I		
NGC 0891	I	30	I	-21.65	I	70.8352	I	3.138	I	0.000	I	3.138	I	0.364	I
NGC 4244	I	7	I	-18.76	I	4.9882	I	2.612	I	0.514	I	3.954	I	0.517	I
NGC 5907	I	3	I	-20.69	I	29.2583	I	4.789	I	0.529	I	7.324	I	1.100	I

TABLEAU (IIA,2)

NOM	I	T	ITstI	D25	I	D25o	I	Ab	I	Bt	I	B-V	IB-VcorI	Bt	I	Bt	corI	Ao	I	Ai	I	Bt	I	Mbt	I	Dv	I	Vo	I	b/a	I					
IC 0342	I	6	I	6	I	2.25	I	2.35	I	1.25	I	7.86	I	0.00	I	0.00	I	9.12	I	5.48	I	30.00	I	30.00	I	0.00	I	0.00	I	500.	I	0.	I	1.000	I	
NGC 0224	I	3	I	3	I	3.25	I	3.19	I	0.41	I	3.59	I	0.74	I	0.57	I	4.38	I	3.03	I	0.64	I	1.03	I	2.71	I	-21.61	L	I	287.	I	0.	I	0.300	I
NGC 0247AI	7	I	7	I	2.30	I	2.21	I	0.21	I	8.85	I	0.52	I	0.48	I	9.51	I	8.81	I	0.00	I	0.63	I	8.88	I	-18.62	S	I	71.	I	227.	I	0.290	I	
NGC 0247BI	7	I	7	I	2.30	I	2.21	I	0.21	I	8.85	I	0.52	I	0.48	I	9.51	I	8.81	I	0.00	I	0.63	I	8.88	I	-18.62	S	I	71.	I	227.	I	0.290	I	
NGC 0253AI	5	I	5	I	2.40	I	2.29	I	0.21	I	7.40	I	0.82	I	0.78	I	8.13	I	7.38	I	0.00	I	0.75	I	7.38	I	-20.72	S	I	48.	I	293.	I	0.252	I	
NGC 0253BI	5	I	5	I	2.40	I	2.29	I	0.21	I	7.40	I	0.82	I	0.78	I	8.13	I	7.38	I	0.00	I	0.75	I	7.38	I	-20.72	S	I	48.	I	293.	I	0.252	I	
NGC 0300AI	7	I	6	I	2.30	I	2.29	I	0.22	I	8.38	I	0.00	I	0.00	I	8.70	I	8.21	I	0.00	I	0.39	I	8.31	I	-18.59	S	I	-17.	I	128.	I	0.744	I	
NGC 0300BI	7	I	6	I	2.30	I	2.29	I	0.22	I	8.38	I	0.00	I	0.00	I	8.70	I	8.21	I	0.00	I	0.39	I	8.31	I	-18.59	S	I	-17.	I	128.	I	0.744	I	
NGC 0300CI	7	I	6	I	2.30	I	2.29	I	0.22	I	8.38	I	0.00	I	0.00	I	8.70	I	8.21	I	0.00	I	0.39	I	8.31	I	-18.59	S	I	-17.	I	128.	I	0.744	I	
NGC 0488AI	3	I	2	I	1.72	I	1.71	I	0.22	I	10.83	I	0.78	I	0.70	I	11.55	I	10.89	I	0.00	I	0.57	I	10.58	I	-22.86	I	174.	I	2442.	I	0.820	I		
NGC 0488BI	3	I	2	I	1.72	I	1.71	I	0.22	I	10.83	I	0.78	I	0.70	I	11.55	I	10.89	I	0.00	I	0.57	I	10.58	I	-22.86	I	174.	I	2442.	I	0.770	I		
NGC 0598	I	6	I	6	I	2.79	I	2.76	I	0.31	I	5.79	I	0.44	I	0.39	I	6.26	I	5.63	I	0.12	I	0.45	I	5.69	I	-19.07	L	I	249.	I	69.	I	0.610	I
NGC 1087	I	5	I	6	I	1.54	I	1.52	I	0.29	I	11.11	I	0.45	I	0.43	I	11.56	I	11.02	I	0.00	I	0.43	I	11.13	I	-21.43	I	98.	I	1628.	I	0.650	I	
NGC 2336	I	4	I	4	I	1.84	I	1.82	I	0.45	I	10.49	I	0.50	I	0.51	I	11.12	I	10.50	I	0.15	I	0.49	I	10.48	I	-22.94	I	218.	I	2424.	I	0.543	I	
NGC 2403	I	6	I	6	I	2.25	I	2.23	I	0.38	I	8.30	I	0.37	I	0.35	I	8.89	I	8.27	I	0.14	I	0.46	I	8.29	I	-19.47	N	I	168.	I	299.	I	0.529	I
NGC 2639	I	1	I	1	I	1.30	I	1.29	I	0.27	I	12.19	I	0.77	I	0.70	I	12.65	I	11.90	I	0.08	I	0.67	I	11.90	I	-22.18	I	83.	I	3270.	I	0.570	I	
NGC 2775	I	2	I	1	I	1.65	I	1.66	I	0.26	I	10.85	I	0.78	I	0.85	I	11.20	I	11.10	I	0.10	I	0.00	I	11.10	I	-20.79	I	-141.	I	1195.	I	0.770	I	
NGC 2841	I	3	I	3	I	1.91	I	1.85	I	0.25	I	9.58	I	0.73	I	0.63	I	10.17	I	9.60	I	0.06	I	0.87	I	9.24	I	-21.53	I	77.	I	714.	I	0.493	I	
NGC 2841BI	3	I	3	I	1.91	I	1.85	I	0.25	I	9.58	I	0.73	I	0.63	I	10.17	I	9.60	I	0.06	I	0.87	I	9.24	I	-21.53	I	77.	I	714.	I	0.493	I		
NGC 3109	I	9	I	9	I	2.16	I	2.03	I	0.41	I	0.00	I	0.00	I	0.00	I	10.39	I	9.83	I	0.20	I	0.41	I	9.78	I	-17.28	I	-274.	I	129.	I	0.200	I	
NGC 3198	I	5	I	5	I	1.92	I	1.86	I	0.21	I	10.45	I	0.42	I	0.39	I	10.94	I	10.35	I	0.00	I	0.59	I	10.35	I	-20.39	I	40.	I	702.	I	0.390	I	
NGC 3198BI	5	I	5	I	1.92	I	1.86	I	0.21	I	10.45	I	0.42	I	0.39	I	10.94	I	10.35	I	0.00	I	0.59	I	10.35	I	-20.39	I	40.	I	702.	I	0.390	I		
NGC 3359	I	5	I	5	I	1.83	I	1.80	I	0.26	I	10.57	I	0.45	I	0.44	I	10.99	I	10.53	I	0.04	I	0.46	I	10.49	I	-21.30	I	130.	I	1138.	I	0.570	I	
NGC 3359BI	5	I	5	I	1.83	I	1.80	I	0.26	I	10.57	I	0.45	I	0.44	I	10.99	I	10.53	I	0.04	I	0.46	I	10.49	I	-21.30	I	130.	I	1138.	I	0.570	I		
NGC 3898	I	2	I	1	I	1.64	I	1.61	I	0.23	I	11.28	I	0.78	I	0.70	I	11.70	I	10.96	I	0.00	I	0.74	I	10.96	I	-21.04	I	97.	I	1258.	I	0.432	I	
NGC 3898BI	2	I	1	I	1.64	I	1.61	I	0.23	I	11.28	I	0.78	I	0.70	I	11.70	I	10.96	I	0.00	I	0.74	I	10.96	I	-21.04	I	97.	I	1258.	I	0.432	I		
NGC 3992	I	4	I	3	I	1.88	I	1.85	I	0.22	I	10.22	I	0.70	I	0.62	I	10.64	I	9.94	I	0.00	I	0.69	I	9.95	I	-21.83	I	85.	I	1134.	I	0.617	I	
NGC 4258	I	4	I	3	I	2.26	I	2.20	I	0.21	I	8.45	I	0.56	I	0.45	I	8.95	I	8.04	I	0.00	I	0.91	I	8.04	I	-22.05	I	57.	I	520.	I	0.363	I	
NGC 4258BI	4	I	3	I	2.26	I	2.20	I	0.21	I	8.45	I	0.56	I	0.45	I	8.95	I	8.04	I	0.00	I	0.91	I	8.04	I	-22.05	I	57.	I	520.	I	0.363	I		
NGC 4321AI	4	I	5	I	1.84	I	1.85	I	0.19	I	9.86	I	0.67	I	0.64	I	10.11	I	9.75	I	0.00	I	0.32	I	9.79	I	-21.91	V	I	-104.	I	1464.	I	0.827	I	
NGC 4321BI	4	I	5	I	1.84	I	1.85	I	0.19	I	9.86	I	0.67	I	0.64	I	10.11	I	9.75	I	0.00	I	0.32	I	9.79	I	-21.91	V	I	-104.	I	1464.	I	0.827	I	
NGC 4378	I	1	I	1	I	1.52	I	1.53	I	0.20	I	0.00	I	0.00	I	0.00	I	12.28	I	12.28	I	0.00	I	0.00	I	12.28	I	-21.12	I	-154.	I	2391.	I	0.820	I	
NGC 4395	I	9	I	7	I	2.11	I	2.10	I	0.19	I	10.44	I	0.48	I	0.46	I	10.69	I	10.35	I	0.00	I	0.34	I	10.35	I	-18.57	I	-13.	I	304.	I	0.766	I	
NGC 4594	I	1	I	2	I	1.95	I	1.90	I	0.24	I	8.74	I	0.84	I	0.62	I	9.28	I	8.28	I	0.00	I	0.88	I	8.40	I	-22.81	I	-216.	I	873.	I	0.225	I	
NGC 4605	I	5	I	6	I	1.74	I	1.67	I	0.25	I	10.41	I	0.00	I	0.00	I	10.96	I	10.35	I	0.00	I	0.61	I	10.35	I	-18.34	I	132.	I	273.	I	0.420	I	
NGC 4698	I	2	I	1	I	1.63	I	1.59	I	0.20	I	10.99	I	0.77	I	0.78	I	11.53	I	10.15	I	0.00	I	0.38	I	11.53	I	-20.55	V	I	-130.	I	856.	I	0.390	I
NGC 4698BI	2	I	1	I	1.63	I	1.59	I	0.20	I	10.99	I	0.77	I	0.78	I	11.53	I	10.15	I	0.00	I	0.38	I	11.53	I	-20.55	V	I	-130.	I	856.	I	0.390	I	
NGC 4736	I	2	I	2	I	2.04	I	2.04	I	0.20	I	8.58	I	0.69	I	0.62	I	8.92	I	8.38	I	0.00	I	0.54	I	8.38	I	-20.81	I	34.	I	345.	I	0.827	I	
NGC 5033	I	5	I	4	I	2.02	I	1.98	I	0.20	I	10.18	I	0.44	I	0.41	I	10.63	I	10.11	I	0.00	I	0.52	I	10.11	I	-21.16	I	19.	I	897.	I	0.502	I	
NGC 5055	I	4	I	4	I	2.09	I	2.06	I	0.20	I	8.93	I	0.64	I	0.62	I	9.33	I	8.87	I	0.00	I	0.46	I	8.87	I	-21.34	I	47.	I	550.	I	0.597	I	
NGC 5194	I	4	I	4	I	2.04	I	2.02	I	0.21	I	8.62	I	0.52	I	0.50	I	8.98	I	8.57	I	0.00	I	0.41	I	8.57	I	-21.60	I	77.	I	541.	I	0.840	I	
NGC 5236	I	5	I	5	I	2.05	I	2.07	I	0.34	I	7.85	I	0.00	I	0.00	I	8.51	I	8.06	I	0.12	I	0.31	I	8.08	I	-21.12	C	I	-245.	I	275.	I	0.917	I
NGC 5383	I	3	I	3	I	1.55	I	1.55	I	0.20	I	11.79	I	0.57	I	0.51	I	12.05	I	11.54	I	0.00	I	0.51	I	11.54	I	-21.79	I	62.	I	2322.	I	0.854	I	
NGC 5457	I	6	I	5	I	2.43	I	2.45	I	0.23	I	7.29	I	0.40	I	0.39	I	8.18	I	7.89	I	0.00	I	0.29	I	7.89	I	-21.51	M	I	121.	I	372.	I	0.940	I
NGC 5963	I30	I30	I	1.55	I	1.55	I	0.25	I	0.00	I	0.00	I	0.00	I	0.00	I	12.70	I	12.31	I	30.00	I	30.00	I	0.00	I	0.00	I	500.	I	0.	I	0.750	I	
NGC 6503	I	6	I	6	I	1.79	I	1.72	I	0.41	I	10.15	I	0.50	I	0.47	I	10.93	I	10.14	I	0.13	I	0.65	I	10.15	I	-18.76	I	243.	I	303.	I	0.336	I	
NGC 6946	I	6	I	6	I	2.04	I	2.12	I	1.10	I	8.49	I	0.54	I	0.32	I	9.68	I	7.74	I	0.52	I	0.32	I	8.84	I	-20.30	I	288.	I	336.	I	0.837	I	
NGC 7217	I	2	I	3	I	1.57																														

TABLEAU (Suite I) (IIX,2)

NOM	I	M/L	b	I	M/L	d	I	MH(R)	I	MH(R/2)	I	MH(R/3)	I	MH(R/4)	I	M(HI)	I	CONC1	I	CONC2	I	M(H/D)	I	M(H/B)	I	M(B/D)	I	W	I		
IC 0342	I	6.76	I	9.61	I	0.699E+02	I	0.265E+02	I	0.265E+02	I	0.790E+01	I	0.229E+01	I	22.51	I	0.378	I	0.113	I	1.35	I	53.60	I	0.03	I	2.5	I		
NGC 0224	I	2.10	I	1.56	I	0.211E+03	I	0.102E+03	I	0.102E+03	I	0.638E+02	I	0.476E+02	I	7.60	I	0.486	I	0.303	I	4.01	I	10.89	I	0.37	I	2.5	I		
NGC 0247AI	0.00	I	0.77	I	0.107E+02	I	0.417E+01	I	0.229E+01	I	0.146E+01	I	0.229E+01	I	0.146E+01	I	0.00	I	0.388	I	0.213	I	3.91	I	0.00	I	0.00	I	2.0	I	
NGC 0247BI	0.00	I	0.77	I	0.115E+02	I	0.438E+01	I	0.243E+01	I	0.159E+01	I	0.243E+01	I	0.159E+01	I	0.00	I	0.382	I	0.212	I	4.70	I	0.00	I	0.00	I	1.5	I	
NGC 0253AI	19.36	I	0.86	I	0.378E+02	I	0.193E+02	I	0.103E+02	I	0.668E+01	I	0.103E+02	I	0.668E+01	I	7.35	I	0.512	I	0.272	I	2.19	I	2.79	I	0.78	I	0.0	I	
NGC 0253BI	12.25	I	0.49	I	0.641E+02	I	0.318E+02	I	0.163E+02	I	0.105E+02	I	0.163E+02	I	0.105E+02	I	7.35	I	0.496	I	0.254	I	2.33	I	2.65	I	0.88	I	0.0	I	
NGC 0300AI	0.00	I	1.82	I	0.678E+01	I	0.204E+01	I	0.170E+00	I	0.000E+01	I	0.170E+00	I	0.000E+01	I	1.61	I	0.301	I	0.025	I	1.95	I	0.00	I	0.00	I	1.0	I	
NGC 0300BI	0.00	I	1.69	I	0.672E+01	I	0.229E+01	I	0.284E+00	I	0.144E+01	I	0.284E+00	I	0.144E+01	I	1.61	I	0.341	I	0.042	I	2.11	I	0.00	I	0.00	I	1.5	I	
NGC 0300CI	1.69	I	1.82	I	0.746E+01	I	0.256E+01	I	0.172E+00	I	0.000E+01	I	0.172E+00	I	0.000E+01	I	1.61	I	0.343	I	0.023	I	3.04	I	58.78	I	0.05	I	1.0	I	
NGC 0488AI	4.41	I	1.56	I	0.000E+01	I	0.369E+03	I	0.236E+03	I	0.167E+03	I	0.236E+03	I	0.167E+03	I	0.00	I	0.639	I	0.453	I	2.51	I	8.45	I	0.35	I	2.0	I	
NGC 0488BI	2.56	I	1.00	I	0.000E+01	I	0.373E+03	I	0.237E+03	I	0.169E+03	I	0.237E+03	I	0.169E+03	I	0.00	I	0.635	I	0.452	I	2.52	I	9.14	I	0.32	I	1.5	I	
NGC 0598	0.00	I	1.21	I	0.118E+02	I	0.416E+01	I	0.212E+01	I	0.105E+01	I	0.212E+01	I	0.105E+01	I	1.47	I	0.351	I	0.179	I	2.81	I	0.00	I	0.00	I	3.0	I	
NGC 1087	I	1.82	I	0.25	I	0.000E+01	I	0.246E+02	I	0.208E+02	I	0.152E+02	I	0.208E+02	I	0.152E+02	I	0.00	I	0.844	I	0.615	I	3.27	I	31.12	I	0.20	I	0.0	I
NGC 2336	I	8.12	I	0.90	I	0.651E+03	I	0.310E+03	I	0.170E+03	I	0.877E+02	I	0.170E+03	I	0.877E+02	I	48.45	I	0.477	I	0.261	I	4.53	I	11.00	I	0.41	I	1.5	I
NGC 2403	I	1.21	I	0.56	I	0.314E+02	I	0.995E+01	I	0.501E+01	I	0.270E+01	I	0.501E+01	I	0.270E+01	I	3.64	I	0.317	I	0.159	I	7.57	I	1388.44	I	0.02	I	3.0	I
NGC 2639	I	2.18	I	4.00	I	0.000E+01	I	0.768E+02	I	0.475E+02	I	0.166E+02	I	0.475E+02	I	0.166E+02	I	0.00	I	0.618	I	0.216	I	0.90	I	0.76	I	1.77	I	1.5	I
NGC 2775	I	4.00	I	1.93	I	0.000E+01	I	0.119E+03	I	0.739E+02	I	0.442E+02	I	0.739E+02	I	0.442E+02	I	0.86	I	0.620	I	0.371	I	2.73	I	7.50	I	0.53	I	0.0	I
NGC 2841	I	2.56	I	2.25	I	0.375E+03	I	0.112E+03	I	0.333E+02	I	0.140E+02	I	0.333E+02	I	0.140E+02	I	9.17	I	0.299	I	0.089	I	4.57	I	18.23	I	0.25	I	3.0	I
NGC 2841BI	4.00	I	1.96	I	0.461E+03	I	0.165E+03	I	0.490E+02	I	0.207E+02	I	0.490E+02	I	0.207E+02	I	9.17	I	0.359	I	0.106	I	5.68	I	30.02	I	0.19	I	1.5	I	
NGC 3109	I	0.00	I	0.34	I	0.180E+00	I	0.225E+01	I	0.665E+02	I	0.281E+02	I	0.665E+02	I	0.281E+02	I	0.00	I	0.125	I	0.037	I	0.55	I	0.00	I	0.00	I	2.0	I
NGC 3198	I	0.00	I	0.86	I	0.519E+02	I	0.108E+02	I	0.463E+01	I	0.139E+01	I	0.463E+01	I	0.139E+01	I	9.67	I	0.208	I	0.089	I	2.18	I	0.00	I	0.00	I	0.0	I
NGC 3198BI	0.00	I	0.14	I	0.698E+02	I	0.215E+02	I	0.121E+02	I	0.518E+01	I	0.121E+02	I	0.518E+01	I	9.67	I	0.308	I	0.174	I	4.10	I	0.00	I	0.00	I	3.0	I	
NGC 3359	I	0.96	I	0.23	I	0.111E+03	I	0.472E+02	I	0.260E+02	I	0.154E+02	I	0.260E+02	I	0.154E+02	I	26.13	I	0.426	I	0.235	I	9.91	I	1106.09	I	0.09	I	0.0	I
NGC 3359BI	1.00	I	0.20	I	0.947E+02	I	0.446E+02	I	0.197E+02	I	0.780E+01	I	0.197E+02	I	0.780E+01	I	26.13	I	0.471	I	0.208	I	9.64	I	86.85	I	0.11	I	2.0	I	
NGC 3898	I	1.82	I	2.25	I	0.182E+03	I	0.577E+02	I	0.230E+02	I	0.143E+02	I	0.230E+02	I	0.143E+02	I	3.78	I	0.316	I	0.126	I	5.13	I	8.77	I	0.58	I	0.0	I
NGC 3898BI	1.82	I	2.89	I	0.127E+03	I	0.443E+02	I	0.253E+02	I	0.157E+02	I	0.253E+02	I	0.157E+02	I	3.78	I	0.348	I	0.199	I	3.16	I	5.25	I	0.60	I	1.0	I	
NGC 3992	I	0.36	I	1.32	I	0.326E+03	I	0.167E+03	I	0.718E+02	I	0.387E+02	I	0.718E+02	I	0.387E+02	I	0.00	I	0.513	I	0.220	I	3.17	I	75.30	I	0.04	I	1.0	I
NGC 4258	I	1.96	I	0.64	I	0.331E+03	I	0.189E+03	I	0.171E+03	I	0.160E+03	I	0.171E+03	I	0.160E+03	I	12.92	I	0.571	I	0.517	I	10.22	I	1102.18	I	0.10	I	0.0	I
NGC 4258BI	2.56	I	0.81	I	0.297E+03	I	0.152E+03	I	0.122E+03	I	0.677E+02	I	0.122E+03	I	0.677E+02	I	12.92	I	0.510	I	0.409	I	7.25	I	70.26	I	0.10	I	2.0	I	
NGC 4321AI	2.40	I	0.90	I	0.204E+03	I	0.101E+03	I	0.701E+02	I	0.467E+02	I	0.701E+02	I	0.467E+02	I	3.75	I	0.494	I	0.344	I	4.36	I	14.27	I	0.31	I	1.0	I	
NGC 4321BI	2.56	I	1.21	I	0.185E+03	I	0.890E+02	I	0.616E+02	I	0.446E+02	I	0.616E+02	I	0.446E+02	I	3.75	I	0.480	I	0.332	I	4.18	I	7.79	I	0.54	I	1.0	I	
NGC 4378	I	6.50	I	2.89	I	0.000E+01	I	0.181E+03	I	0.720E+02	I	0.435E+02	I	0.720E+02	I	0.435E+02	I	7.09	I	0.399	I	0.241	I	1.87	I	4.08	I	0.84	I	1.0	I
NGC 4395	I	0.00	I	0.30	I	0.165E+02	I	0.470E+01	I	0.257E+01	I	0.144E+01	I	0.257E+01	I	0.144E+01	I	0.00	I	0.284	I	0.155	I	4.74	I	0.00	I	0.00	I	3.0	I
NGC 4594	I	1.96	I	2.25	I	0.000E+01	I	0.209E+03	I	0.146E+03	I	0.105E+03	I	0.146E+03	I	0.105E+03	I	8.61	I	0.699	I	0.505	I	2.57	I	10.31	I	0.58	I	1.0	I
NGC 4605	I	0.09	I	0.16	I	0.000E+01	I	0.182E+01	I	0.915E+00	I	0.279E+00	I	0.915E+00	I	0.279E+00	I	0.00	I	0.504	I	0.153	I	3.05	I	82.68	I	0.13	I	0.0	I
NGC 4698	I	0.25	I	0.64	I	0.000E+01	I	0.483E+02	I	0.256E+02	I	0.146E+02	I	0.256E+02	I	0.146E+02	I	2.64	I	0.530	I	0.303	I	2.15	I	45.68	I	0.10	I	2.0	I
NGC 4698BI	0.25	I	1.44	I	0.000E+01	I	0.602E+02	I	0.366E+02	I	0.329E+02	I	0.366E+02	I	0.329E+02	I	2.64	I	0.607	I	0.397	I	3.17	I	141.31	I	0.04	I	1.0	I	
NGC 4736	I	1.21	I	0.42	I	0.000E+01	I	0.449E+02	I	0.225E+02	I	0.120E+02	I	0.225E+02	I	0.120E+02	I	0.57	I	0.502	I	0.267	I	6.87	I	17.23	I	0.84	I	2.0	I
NGC 5033	I	3.24	I	1.00	I	0.371E+03	I	0.211E+03	I	0.159E+03	I	0.142E+03	I	0.159E+03	I	0.142E+03	I	13.46	I	0.569	I	0.430	I	9.31	I	42.03	I	0.22	I	2.0	I
NGC 5055	I	3.06	I	0.42	I	0.130E+03	I	0.124E+02	I	0.116E+02	I	0.116E+02	I	0.116E+02	I	0.116E+02	I	10.62	I	0.096	I	0.089	I	3.39	I	3.46	I	0.98	I	2.0	I
NGC 5194	I	2.56	I	1.00	I	0.000E+01	I	0.755E+02	I	0.514E+02	I	0.314E+02	I	0.514E+02	I	0.314E+02	I	6.25	I	0.681	I	0.416	I	3.18	I	6.13	I	0.55	I	1.0	I
NGC 5236	I	1.00	I	0.72	I	0.947E+02	I	0.395E+02	I	0.776E+01	I	0.253E+01	I	0.776E+01	I	0.253E+01	I	21.72	I	0.417	I	0.082	I	4.34	I	41.13	I	0.11	I	0.0	I
NGC 5383	I	1.00	I	1.00	I	0.219E+03	I	0.904E+02	I	0.562E+02	I	0.353E+02	I	0.904E+02	I	0.353E+02	I	0.00	I	0.414	I	0.257	I	5.45	I	33.13	I	0.16	I	3.0	I
NGC 5457	I	2.56	I	1.21	I	0.000E+01	I	0.153E+03	I	0.132E+03	I	0.851E+02	I	0.132E+03	I	0.851E+02	I	24.07	I	0.860	I	0.556	I	3.64	I	1167.44	I	0.04	I	0.0	I
NGC 5963	I	1.00	I	0.90	I	0.401E+02	I	0.166E+02	I	0.765E+01	I	0.473E+01	I	0.765E+01	I	0.473E+01	I	3.60	I	0.412	I	0.190	I	10.35	I	1600.54	I	0.02	I	3.0	I
NGC 6503	I	0.81	I	0.53	I	0.126E+02	I	0.295E+01	I	0.801E+00	I	0.268E+00	I	0.801E+00	I	0.268E+00	I	1.65	I	0.234	I	0.064	I	3.56	I	1449.31	I	0.01	I	3.0	I
NGC 6946	I	9.00	I	2.10																											

NOM	I	MD(R)	I	MB(R)	I	DENS.MO.H.	I	AMPL1	I	AMPL2	I	AMPL3	I	AMPL4	I	AMPL5	I	AMPL6	I	DO H. ISO.	I	RC	I	SIGMA	I	LN(S/R)	I
IC 0342	I	0.519E+02	I	0.130E+01	I	0.131E+01	I	1.86	I	2.03	I	1.99	I	37.99	I	4.29	I	1.47	I	0.776E+01	I	15.67	I	106.9	I	-1.338	I
NGC 0224	I	0.526E+02	I	0.194E+02	I	0.357E+01	I	1.47	I	1.40	I	1.49	I	1.40	I	1.88	I	1.95	I	0.757E+02	I	5.67	I	120.8	I	-1.855	I
NGC 0247A1	I	0.275E+01	I	0.000E+01	I	0.619E+01	I	2.60	I	2.18	I	1.94	I	38.32	I	5.05	I	1.60	I	0.181E+02	I	6.40	I	66.7	I	-1.332	I
NGC 0247B1	I	0.244E+01	I	0.000E+01	I	0.640E+01	I	1.46	I	1.69	I	1.62	I	24.08	I	2.55	I	1.19	I	0.202E+02	I	6.00	I	66.0	I	-1.348	I
NGC 0253A1	I	0.172E+02	I	0.135E+02	I	0.302E+01	I	1.53	I	1.90	I	1.91	I	35.71	I	11.10	I	4.90	I	0.354E+02	I	8.20	I	119.5	I	-1.788	I
NGC 0253B1	I	0.276E+02	I	0.242E+02	I	0.107E+01	I	1.46	I	1.70	I	1.78	I	35.44	I	11.28	I	5.05	I	0.122E+02	I	14.00	I	119.7	I	-1.818	I
NGC 0300A1	I	0.349E+01	I	0.000E+01	I	0.466E+01	I	1.61	I	1.98	I	1.99	I	49.24	I	8.89	I	2.43	I	0.537E+02	I	2.76	I	49.5	I	-1.917	I
NGC 0300B1	I	0.318E+01	I	0.000E+01	I	0.495E+01	I	1.42	I	1.63	I	1.77	I	45.41	I	6.14	I	1.73	I	0.630E+02	I	2.61	I	50.7	I	-1.367	I
NGC 0300C1	I	0.245E+01	I	0.127E+00	I	0.544E+01	I	1.01	I	1.01	I	1.00	I	43.59	I	5.52	I	1.52	I	0.581E+02	I	2.90	I	54.1	I	-1.933	I
NGC 0488A1	I	0.147E+03	I	0.511E+02	I	0.107E+02	I	1.48	I	1.53	I	1.62	I	1.79	I	2.10	I	2.10	I	0.138E+03	I	5.67	I	162.9	I	-1.847	I
NGC 0488B1	I	0.148E+03	I	0.477E+02	I	0.108E+02	I	1.47	I	1.69	I	1.75	I	1.46	I	1.45	I	1.57	I	0.154E+03	I	5.33	I	162.3	I	-1.860	I
NGC 0598	I	0.421E+01	I	0.000E+01	I	0.745E+01	I	3.36	I	1.23	I	1.27	I	17.44	I	1.72	I	1.35	I	0.571E+02	I	2.98	I	55.2	I	-1.250	I
NGC 1087	I	0.752E+01	I	0.154E+01	I	0.114E+02	I	37.54	I	12.44	I	5.54	I	1.43	I	1.25	I	1.25	I	0.155E+03	I	2.12	I	64.7	I	-1.690	I
NGC 2336	I	0.144E+03	I	0.592E+02	I	0.902E+00	I	1.45	I	1.37	I	1.46	I	24.20	I	8.74	I	4.68	I	0.997E+01	I	16.67	I	128.9	I	-2.009	I
NGC 2403	I	0.415E+01	I	0.809E-01	I	0.418E+01	I	8.17	I	1.83	I	1.23	I	36.57	I	4.14	I	1.35	I	0.377E+02	I	5.33	I	80.2	I	-1.237	I
NGC 2639	I	0.851E+02	I	0.151E+03	I	0.100E+02	I	1.45	I	1.72	I	1.79	I	1.46	I	1.54	I	1.68	I	0.456E+02	I	7.24	I	119.8	I	-1.376	I
NGC 2775	I	0.437E+02	I	0.230E+02	I	0.411E+02	I	32.57	I	12.08	I	6.02	I	1.46	I	1.67	I	1.76	I	0.297E+03	I	3.19	I	134.6	I	-2.516	I
NGC 2841	I	0.820E+02	I	0.206E+02	I	0.167E+01	I	1.38	I	1.85	I	1.93	I	47.13	I	12.60	I	4.29	I	0.154E+02	I	16.67	I	160.4	I	-1.930	I
NGC 2841B1	I	0.811E+02	I	0.153E+02	I	0.175E+01	I	3.94	I	2.82	I	2.43	I	47.07	I	12.23	I	4.19	I	0.164E+02	I	16.33	I	162.3	I	-1.988	I
NGC 3109	I	0.329E+00	I	0.000E+01	I	0.992E+00	I	2.40	I	1.03	I	1.02	I	4.35	I	1.29	I	1.09	I	0.286E+01	I	8.68	I	36.0	I	-1.298	I
NGC 3198	I	0.238E+02	I	0.000E+01	I	0.277E+00	I	2.60	I	1.48	I	1.43	I	23.53	I	1.94	I	1.23	I	0.707E+01	I	13.76	I	89.7	I	-1.430	I
NGC 3198B1	I	0.170E+02	I	0.000E+01	I	0.288E+00	I	1.26	I	1.12	I	1.10	I	32.72	I	3.26	I	1.25	I	0.859E+01	I	12.83	I	92.1	I	-1.743	I
NGC 3359	I	0.112E+02	I	0.104E+01	I	0.114E+01	I	1.05	I	1.09	I	1.07	I	6.29	I	2.69	I	1.90	I	0.142E+02	I	9.33	I	86.2	I	-1.665	I
NGC 3359B1	I	0.982E+01	I	0.109E+01	I	0.112E+01	I	1.02	I	1.02	I	1.01	I	1.36	I	1.66	I	1.59	I	0.152E+02	I	9.15	I	87.5	I	-2.091	I
NGC 3898	I	0.356E+02	I	0.208E+02	I	0.162E+02	I	1.46	I	1.38	I	1.46	I	1.46	I	1.25	I	1.29	I	0.923E+02	I	5.44	I	127.9	I	-1.162	I
NGC 3898B1	I	0.402E+02	I	0.242E+02	I	0.466E+01	I	1.45	I	1.65	I	1.70	I	1.46	I	1.25	I	1.29	I	0.392E+02	I	8.00	I	122.6	I	-1.429	I
NGC 3992	I	0.103E+03	I	0.433E+01	I	0.260E+01	I	1.44	I	1.25	I	1.24	I	31.03	I	5.61	I	2.05	I	0.648E+02	I	6.91	I	136.4	I	-2.045	I
NGC 4258	I	0.324E+02	I	0.324E+01	I	0.190E+01	I	3.04	I	2.68	I	2.49	I	42.18	I	11.21	I	3.51	I	0.361E+02	I	8.33	I	122.6	I	-1.753	I
NGC 4258B1	I	0.410E+02	I	0.423E+01	I	0.173E+01	I	1.87	I	2.05	I	1.97	I	47.26	I	11.34	I	3.61	I	0.297E+02	I	8.40	I	112.1	I	-2.001	I
NGC 4321A1	I	0.468E+02	I	0.143E+02	I	0.358E+01	I	2.45	I	2.32	I	2.18	I	1.00	I	1.00	I	1.00	I	0.135E+03	I	4.06	I	115.7	I	-2.373	I
NGC 4321B1	I	0.443E+02	I	0.238E+02	I	0.358E+01	I	1.47	I	1.82	I	1.90	I	1.42	I	1.38	I	1.47	I	0.123E+03	I	4.07	I	110.8	I	-2.199	I
NGC 4378	I	0.964E+02	I	0.806E+02	I	0.953E+01	I	1.46	I	1.55	I	1.70	I	4.81	I	3.29	I	2.79	I	0.177E+03	I	3.67	I	119.5	I	-2.045	I
NGC 4395	I	0.349E+01	I	0.000E+01	I	0.169E+01	I	1.05	I	1.04	I	1.03	I	5.70	I	1.88	I	1.31	I	0.638E+01	I	8.33	I	51.6	I	-1.108	I
NGC 4594	I	0.812E+02	I	0.472E+02	I	0.284E+02	I	4.86	I	3.17	I	2.65	I	1.00	I	1.00	I	1.00	I	0.210E+03	I	5.22	I	185.5	I	-1.470	I
NGC 4605	I	0.596E+00	I	0.760E-01	I	0.555E+02	I	1.10	I	1.06	I	1.06	I	21.09	I	1.82	I	1.17	I	0.789E+02	I	2.98	I	64.7	I	-0.463	I
NGC 4698	I	0.224E+02	I	0.221E+01	I	0.438E+02	I	1.37	I	1.21	I	1.26	I	21.09	I	1.82	I	1.17	I	0.110E+03	I	5.50	I	141.5	I	-1.274	I
NGC 4698B1	I	0.190E+02	I	0.828E+00	I	0.506E+02	I	1.39	I	1.19	I	1.18	I	41.37	I	5.81	I	1.76	I	0.157E+03	I	4.67	I	143.4	I	-1.167	I
NGC 4736	I	0.654E+01	I	0.550E+01	I	0.224E+02	I	7.10	I	3.84	I	2.95	I	4.05	I	2.93	I	2.53	I	0.311E+03	I	2.29	I	98.9	I	-1.428	I
NGC 5033	I	0.398E+02	I	0.882E+01	I	0.162E+01	I	1.73	I	2.07	I	2.07	I	1.99	I	1.23	I	1.26	I	0.246E+02	I	9.83	I	119.5	I	-2.025	I
NGC 5055	I	0.382E+02	I	0.375E+02	I	0.607E+00	I	3.77	I	2.68	I	2.27	I	35.79	I	11.50	I	5.21	I	0.100E+02	I	13.00	I	100.9	I	-1.934	I
NGC 5194	I	0.237E+02	I	0.131E+02	I	0.268E+02	I	1.45	I	1.44	I	1.56	I	1.43	I	1.24	I	1.23	I	0.337E+03	I	2.52	I	113.5	I	-2.165	I
NGC 5236	I	0.218E+02	I	0.230E+01	I	0.155E+01	I	7.33	I	1.09	I	1.01	I	32.42	I	7.17	I	2.75	I	0.653E+02	I	5.28	I	104.4	I	-1.676	I
NGC 5383	I	0.401E+02	I	0.660E+01	I	0.298E+01	I	1.33	I	1.24	I	1.31	I	1.34	I	1.60	I	1.53	I	0.336E+02	I	7.67	I	108.8	I	-1.559	I
NGC 5457	I	0.420E+02	I	0.187E+01	I	0.276E+01	I	27.86	I	10.52	I	5.56	I	30.89	I	7.32	I	2.96	I	0.174E+03	I	3.62	I	117.0	I	-2.028	I
NGC 5963	I	0.388E+01	I	0.668E-01	I	0.691E+01	I	4.54	I	2.34	I	1.79	I	40.09	I	4.45	I	1.34	I	0.801E+02	I	3.50	I	76.7	I	-1.521	I
NGC 6503	I	0.354E+01	I	0.280E-01	I	0.214E+01	I	2.25	I	1.02	I	1.02	I	35.87	I	3.12	I	1.19	I	0.385E+02	I	4.64	I	70.5	I	-1.418	I
NGC 6946	I	0.222E+02	I	0.986E+00	I	0.889E+01	I	1.30	I	1.18	I	1.16	I	48.41	I	11.22	I	3.40	I	0.190E+03	I	3.37	I	113.8	I	-1.786	I
NGC 7217	I	0.362E+02	I	0.117E+02	I	0.291E+02	I	2.51	I	2.40	I	2.28	I	1.07	I	1.12	I	1.10	I	0.851E+03	I	1.90	I	135.5	I	-1.894	I
NGC 7331	I	0.448E+02	I	0.274E+02	I	0.165E+01	I	1.00	I	1.02	I	1.01	I	4.42	I	2.95	I	2.47	I	0.103E+02	I	18.67	I	146.5	I	-1.792	I
NGC 7541	I	0.504E+02	I	0.155E+02	I	0.483E+01	I	4.66	I	3.12	I	2.62	I	9.98	I	4.66	I	3.26	I	0.301E+02	I	10.33	I	139.0	I	-1.602	I
NGC 7664	I	0.268E+02	I	0.606E+01	I	0.331E+01	I	1.45	I	1.81	I	1.83	I	42.29	I	11.72	I	4.54	I	0.189E+02	I	10.33	I	110.1	I	-1.597	I
NGC 7793A1	I	0.154E+01	I	0.591E-01	I	0.246E+02	I	2.84	I	2.14	I	1.86	I	47.89	I	11.40	I	3.73	I	0.156E+03	I	1.76	I	53.8	I	-1.400	I
NGC 7793D1	I	0.153E+01	I	0.481E+00	I	0.236E+02	I	1.40	I	1.32	I	1.41	I	1.01	I	1.01	I	1.01	I	0.129E+03	I	1.89	I	52.5	I	-1.291	I
NGC 7793B1	I	0.153E+01	I	0																							

TABLEAU (Suite III) (IX,2)

NOM	I	L	I	M	I	Lb	I	Mlum/Lb	I	Mh/Mlum	I	Mtot/Lb	I	Mh+b/Md	I
IC 0342	I	2	I	-22.79	I	202.5000	I	0.263	I	1.314	I	0.608	I	1.372	I
NGC 0224	I	2	I	-21.16	I	45.4672	I	1.583	I	2.931	I	6.223	I	4.379	I
NGC 0247AI	7	I	-18.18	I	2.9099	I	0.944	I	3.911	I	4.635	I	0.000	I	
NGC 0247BI	7	I	-18.18	I	2.9099	I	0.838	I	4.702	I	4.778	I	0.000	I	
NGC 0253AI30	I	-19.61	I	10.8613	I	2.831	I	1.228	I	6.308	I	2.975	I		
NGC 0253BI30	I	-20.74	I	30.6548	I	1.687	I	1.239	I	3.778	I	3.202	I		
NGC 0300AI30	I	-17.94	I	2.3383	I	1.491	I	1.945	I	4.393	I	0.000	I		
NGC 0300BI30	I	-17.94	I	2.3383	I	1.360	I	2.113	I	4.233	I	0.000	I		
NGC 0300CI30	I	-17.94	I	2.3383	I	1.103	I	2.890	I	4.293	I	3.091	I		
NGC 0488AI	1	I	-22.55	I	163.2449	I	1.213	I	3.724	I	5.730	I	5.370	I	
NGC 0488BI	1	I	-22.55	I	163.2449	I	1.200	I	3.811	I	5.772	I	5.362	I	
NGC 0598	I	4	I	-18.56	I	4.1467	I	1.015	I	2.812	I	3.869	I	0.000	I
NGC 1087	I	5	I	-21.40	I	56.5718	I	0.160	I	5.438	I	1.031	I	6.753	I
NGC 2336	I	1	I	-22.92	I	229.0310	I	0.885	I	3.211	I	3.728	I	4.947	I
NGC 2403	I	5	I	-19.32	I	8.3373	I	0.508	I	7.423	I	4.278	I	7.587	I
NGC 2639	I30	I	-22.21	I	119.5758	I	1.975	I	0.651	I	3.260	I	3.581	I	
NGC 2775	I30	I	-20.83	I	33.3590	I	1.998	I	3.579	I	9.149	I	5.989	I	
NGC 2841	I	1	I	-21.18	I	45.9909	I	2.231	I	3.655	I	10.385	I	4.822	I
NGC 2841BI	1	I	-21.18	I	45.9909	I	2.097	I	4.776	I	12.110	I	5.868	I	
NGC 3109	I	8	I	-16.32	I	0.5259	I	0.626	I	0.546	I	0.967	I	0.000	I
NGC 3198	I	3	I	-20.40	I	22.4098	I	1.060	I	2.183	I	3.375	I	0.000	I
NGC 3198BI	3	I	-20.40	I	22.4098	I	0.760	I	4.100	I	3.875	I	0.000	I	
NGC 3359	I	3	I	-21.26	I	49.6443	I	0.246	I	9.061	I	2.476	I	10.001	I
NGC 3359BI	3	I	-21.26	I	49.6443	I	0.220	I	8.677	I	2.127	I	9.752	I	
NGC 3898	I	3	I	-20.86	I	34.2945	I	1.643	I	3.237	I	6.962	I	5.715	I
NGC 3898BI	3	I	-20.86	I	34.2945	I	1.880	I	1.972	I	5.587	I	3.762	I	
NGC 3992	I	1	I	-21.83	I	83.9879	I	1.277	I	3.042	I	5.163	I	3.213	I
NGC 4258	I30	I	-22.05	I	102.3450	I	0.348	I	9.287	I	3.582	I	10.315	I	
NGC 4258BI30	I	-22.05	I	102.3450	I	0.442	I	6.571	I	3.346	I	7.353	I		
NGC 4321AI	1	I	-21.76	I	78.3538	I	0.779	I	3.337	I	3.379	I	4.661	I	
NGC 4321BI	1	I	-21.76	I	78.3538	I	0.870	I	2.722	I	3.236	I	4.722	I	
NGC 4378	I30	I	-21.15	I	45.0062	I	3.931	I	2.041	I	11.955	I	4.583	I	
NGC 4395	I	8	I	-18.65	I	4.4738	I	0.780	I	4.740	I	4.478	I	0.000	I
NGC 4594	I30	I	-23.06	I	259.6232	I	0.495	I	3.252	I	2.103	I	5.723	I	
NGC 4605	I30	I	-18.47	I	3.7919	I	0.177	I	5.411	I	1.136	I	6.229	I	
NGC 4698	I	3	I	-21.36	I	54.2076	I	0.455	I	3.916	I	2.235	I	4.401	I
NGC 4698BI	3	I	-21.36	I	54.2076	I	0.366	I	6.072	I	2.589	I	6.379	I	
NGC 4736	I	3	I	-20.81	I	32.9381	I	0.366	I	7.454	I	3.091	I	14.574	I
NGC 5033	I	2	I	-21.15	I	45.0512	I	1.080	I	7.623	I	9.310	I	9.533	I
NGC 5055	I	3	I	-21.34	I	53.3071	I	1.420	I	1.712	I	3.851	I	4.370	I
NGC 5194	I	1	I	-21.60	I	67.7404	I	0.544	I	4.096	I	2.774	I	6.920	I
NGC 5236	I	2	I	-21.13	I	44.2281	I	0.546	I	3.923	I	2.687	I	4.442	I
NGC 5383	I	3	I	-21.79	I	81.1028	I	0.576	I	4.679	I	3.271	I	5.612	I
NGC 5457	I	1	I	-21.51	I	62.7519	I	0.699	I	6.976	I	5.578	I	7.330	I
NGC 5963	I30	I	-18.84	I	5.3567	I	0.736	I	10.174	I	8.230	I	10.367	I	
NGC 6503	I	5	I	-18.79	I	5.0893	I	0.701	I	3.529	I	3.177	I	3.565	I
NGC 6946	I	1	I	-21.39	I	55.9950	I	0.415	I	6.975	I	3.308	I	7.329	I
NGC 7217	I	3	I	-21.81	I	82.0979	I	0.583	I	5.918	I	4.031	I	8.155	I
NGC 7331	I	2	I	-22.69	I	185.6136	I	0.389	I	5.213	I	2.417	I	9.023	I
NGC 7541	I	3	I	-22.19	I	116.7712	I	0.565	I	4.669	I	3.203	I	6.413	I
NGC 7664	I30	I	-21.97	I	95.6771	I	0.344	I	8.703	I	3.334	I	10.894	I	
NGC 7793AI30	I	-18.87	I	5.4764	I	0.293	I	5.821	I	1.996	I	6.082	I		
NGC 7793DI30	I	-18.87	I	5.4764	I	0.368	I	4.405	I	1.989	I	6.102	I		
NGC 7793BI30	I	-18.87	I	5.4764	I	0.323	I	5.160	I	1.987	I	6.125	I		
NGC 7793CI30	I	-18.87	I	5.4764	I	0.300	I	6.113	I	2.135	I	0.000	I		
NGC 0891	I30	I	-21.65	I	70.8352	I	1.465	I	1.846	I	4.171	I	4.615	I	
NGC 4244	I	7	I	-18.76	I	4.9882	I	1.263	I	2.884	I	4.905	I	0.000	I
NGC 5907	I	3	I	-20.69	I	29.2583	I	2.839	I	2.460	I	9.823	I	3.650	I

CHAPITRE IX : RESULTATS DE LA STATISTIQUE

Les résultats des corrélations:

Les résultats que nous présenterons à la suite, nous les avons calculés en tenant compte du poids de chaque galaxie. Ce poids est un jugement de la qualité des données que nous possédons pour chaque galaxie et de l'existence de contraintes limitant les valeurs possibles du rapport M/L du disque. Dans la plupart des figures, la position de chaque galaxie dans les diagrammes de corrélation est indiquée par le chiffre de son poids. Dans les cas où le poids n'est pas pris en compte ($W=1$ pour toutes les galaxies), il y aura marqué le numéro NGC de la galaxie.

Avant de commencer faisons deux remarques importantes:

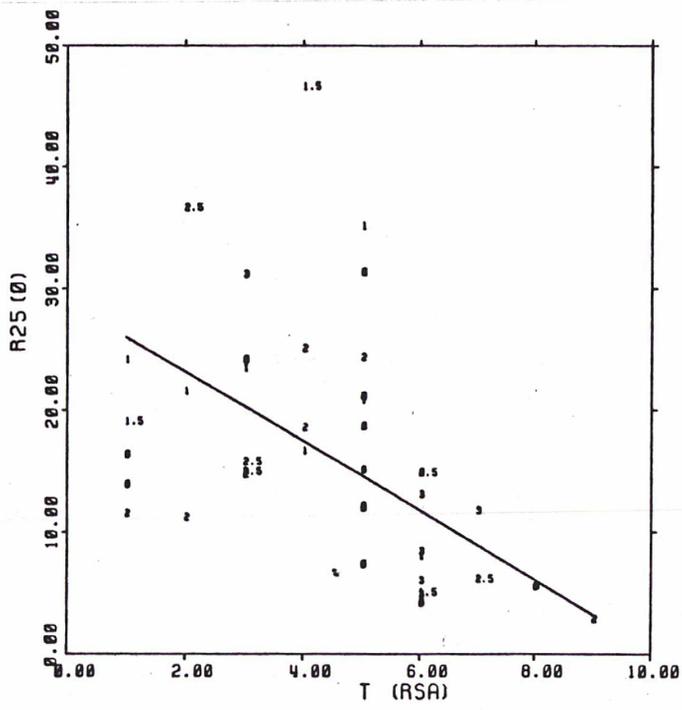
i) Les résultats obtenus par cette statistique élémentaire ne donnent que des tendances et non des lois statistiques. Les raisons sont les suivantes: Tout d'abord notre échantillon est relativement restreint (une quarantaine de galaxies) et inhomogène. Les données observées ne sont pas de la même qualité. Par conséquent les paramètres ne sont pas déterminés avec la même précision d'une galaxie à l'autre.

ii) On observe de nombreuses corrélations significatives entre des quantités qui sont étroitement liées à la taille de la galaxie, par exemple la masse du halo et le rayon R_{25} de la galaxie. Ces corrélations ne seront pas présentées en détail sauf si elles nous aident à mieux comprendre une autre corrélation.

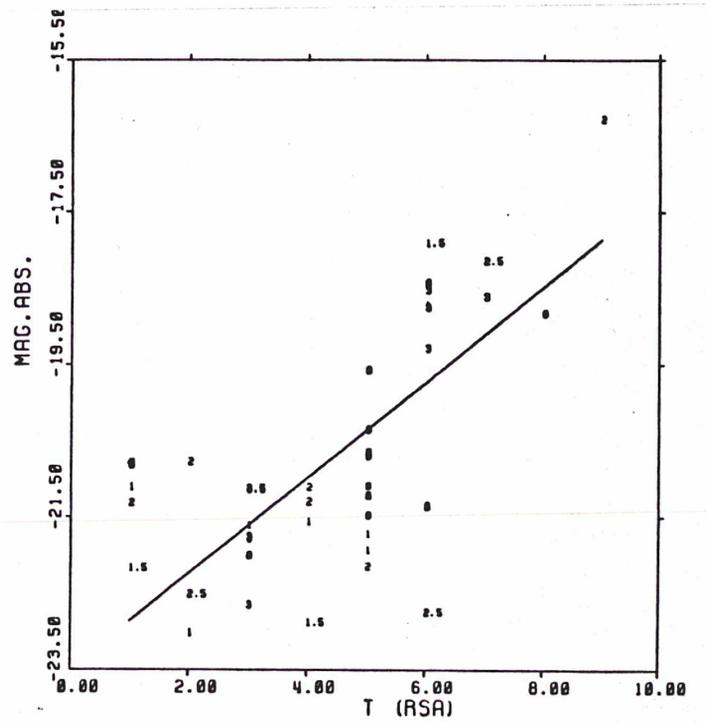
1) Corrélations entre les quantités T (RSA), R_{25} et MAG.ABS.:

Nous constatons que le type des galaxies de notre échantillon (galaxies spirales) est bien corrélé avec tous les paramètres indiquant la taille de la galaxie (ou liés avec la taille), chose déjà connue. Ainsi nous voyons que les galaxies de type tardif (galaxies dont le disque contient une quantité importante de gaz) sont moins "grandes" que les galaxies de type avancé. A la figure (IX,1) nous avons le diagramme de corrélation entre les quantités $T - R_{25}$ (en Kpc) et $T - \text{MAG.ABS.}$. D'autres corrélations, qui sont dues à la corrélation entre le type et la taille de la galaxie, sont: celle entre le type T et la masse "totale" du halo $MH(R)$ et celle entre le Type et le SIGMA du halo, paramètre qui indique la valeur maximale de la vitesse de rotation du halo (halo plus massif entraîne une vitesse plus grande).[£]

[£] La masse totale du halo corréle très bien avec tous les paramètres indiquant la taille de la galaxie. P.ex.: le coefficient de la corrélation entre le log de la masse du halo et la magnitude absolue est égal à 0.83.

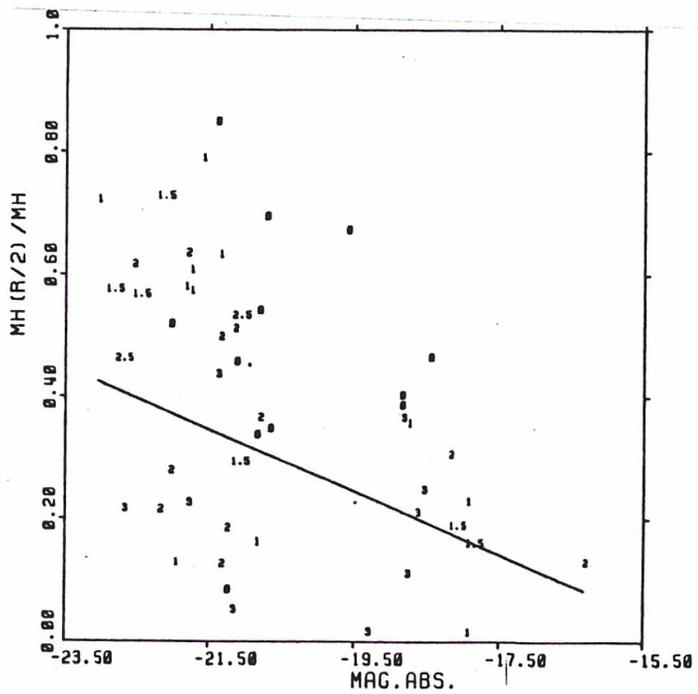


COEF. CORREL = -0.583
 A = -2.854
 B = 28.900

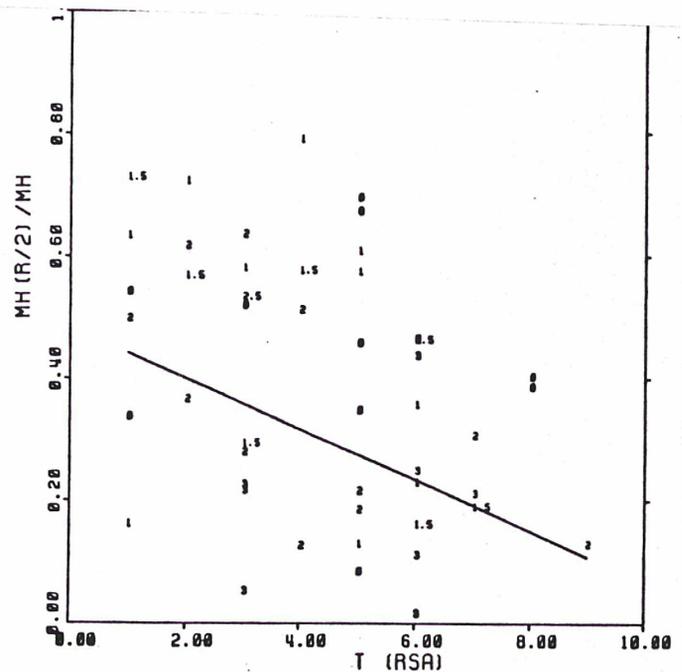


COEF. CORREL = 0.722
 A = 0.627
 B = -23.498

Figure (IX,1)



COEF. CORREL = -0.457
 A = -0.051
 B = -0.746



COEF. CORREL = -0.412
 A = -0.042
 B = 0.484

Figure (IX,1b)

Souvent le manque de corrélation entre deux quantités est aussi important que l'existence de corrélation et nous permet de tirer des conclusions possédant un sens physique important. C'est les cas du diagramme (figure (IX,5)), entre les quantités T et MH/MD, qui nous permet de dire que la distribution de la masse totale de la galaxie entre le disque et le halo est indépendante du type de la galaxie.

Un autre résultat intéressant est l'existence d'une corrélation faible mais significative (coef. de corrélation = 0.41 - 0.46 voir figure (IX,1b)) qui existe entre les quantités T ou MAG.ABS. et le paramètre indiquant la concentration du halo: $MH(R/2)/MH(R)$. Il y a donc une tendance qui veut que les plus grandes galaxies (ou les plus pauvres en gaz) possèdent un halo plus concentré.

Cherchons maintenant les corrélations éventuelles qui peuvent être liées aux paramètres indiquant la différence de forme de la courbe de rotation des halos. Nous avons deux paramètres qui décrivent la forme de la courbe de rotation du halo. C'est la pente A de la droite ajustée à la densité du halo au plan $(\ln(S), \ln(r))$ et le rayon du cœur R_c de la sphère isotherme. La figure (IX,2) nous montre la forme de la courbe de rotation suivant quelques valeurs de la pente A. Nous voyons qu'une valeur de A entre -0.7 et -0.4 correspond à une courbe de rotation qui monte lentement au centre, tandis qu'une valeur de A près de -2, montre une courbe qui monte vite près du centre. Semblable est la signification du paramètre R_c . On rappelle que la vitesse maximale de la sphère isotherme correspond au rayon $r=3R_c$. Un R_c petit correspond à un halo dont la courbe de rotation monte plus rapidement. Nous utiliserons le paramètre R_c/R_{25} qui normalise le R_c et le rend directement comparable.

Avant de calculer le coefficient de corrélation des couples contenant la pente A, il a fallu enlever les galaxies pour lesquelles l'ajustement de la droite était si mauvais que le paramètre A n'avait aucun sens. A la figure (IX,3) nous montrons deux exemples de mauvais ajustement.

Les résultats que nous avons obtenus ne montrent pas une nette corrélation entre ces quantités mais plutôt une tendance. Les coefficients sont autour d'une valeur de 0.5. Ce résultat peut se résumer par la phrase: La courbe de rotation du halo des galaxies de type avancé (galaxies pauvres en gaz), a une tendance à monter rapidement près du centre. Nous pouvons aussi dire que les grandes galaxies ont un halo plus concentré.

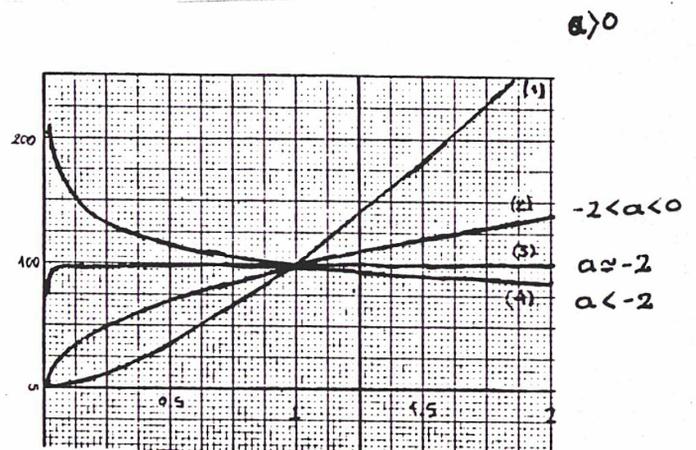


Figure (IX,2)

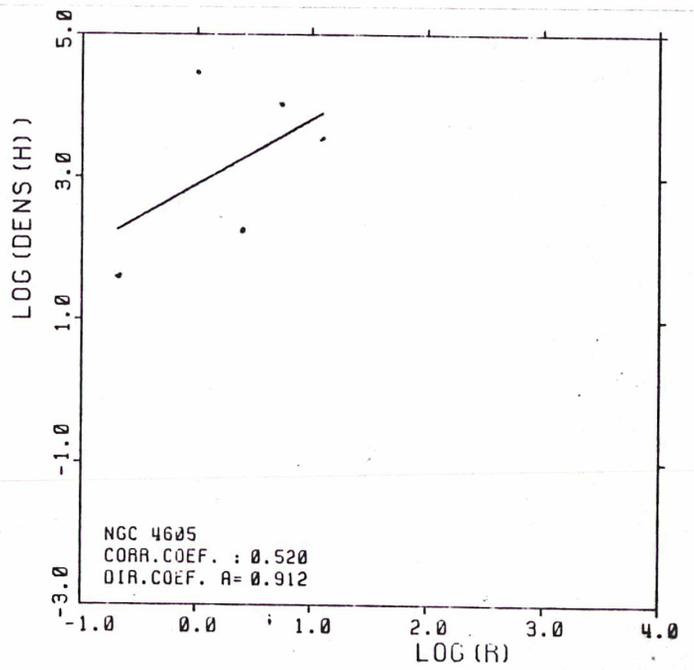
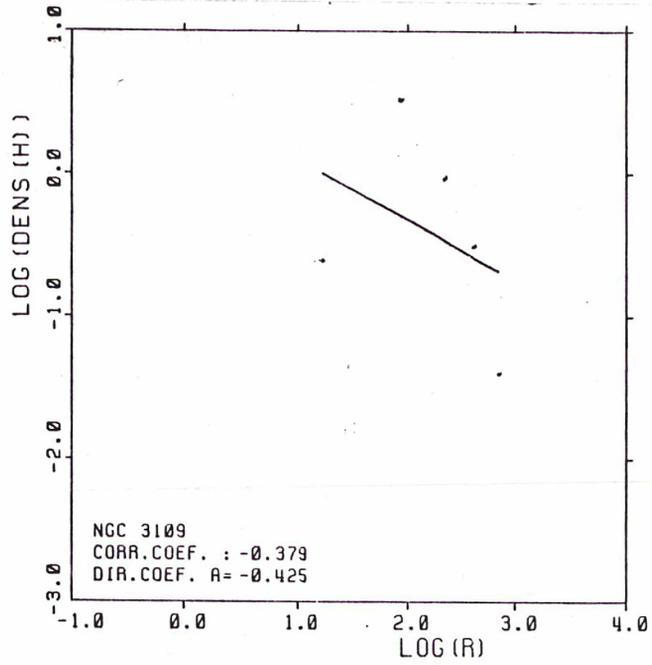
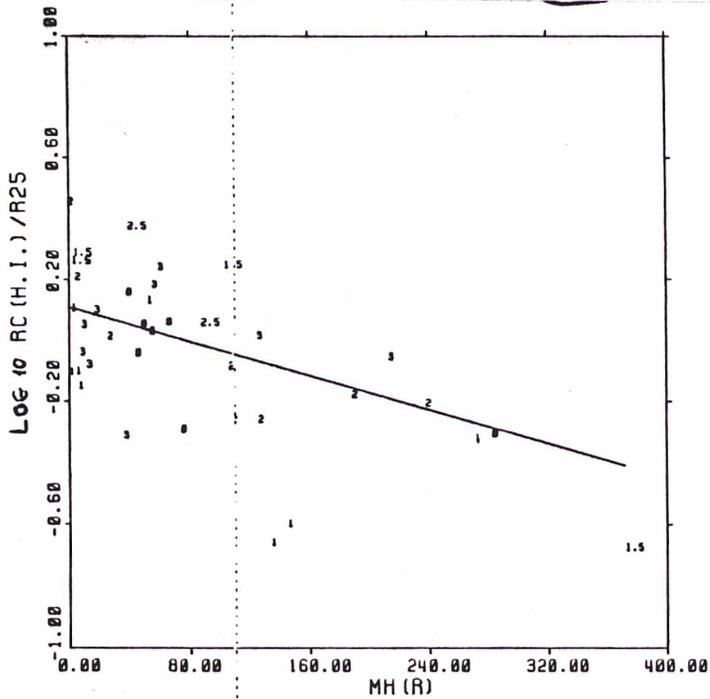
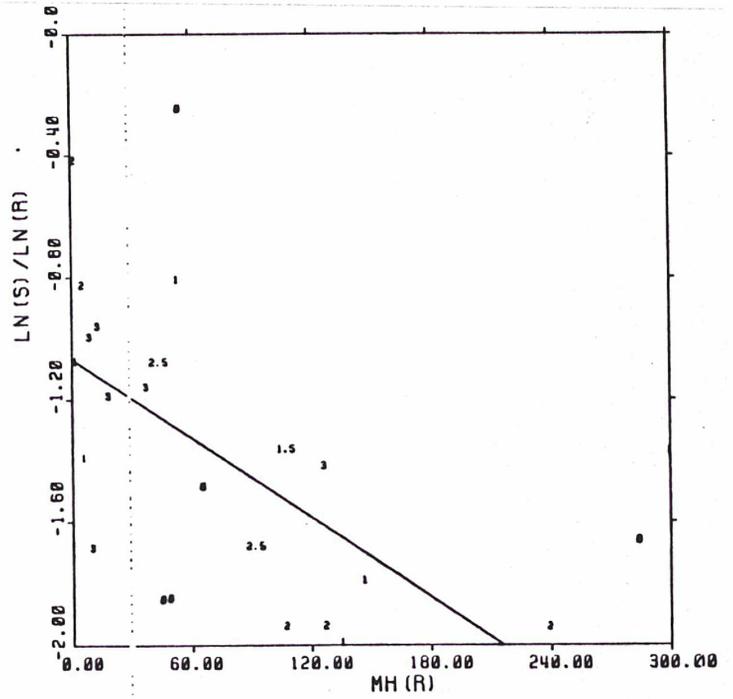


Figure (IX,3)



COEF. CORREL = -0.491
 A = -0.001
 B = 0.107



COEF. CORREL = -0.684
 A = -0.005
 B = -1.065

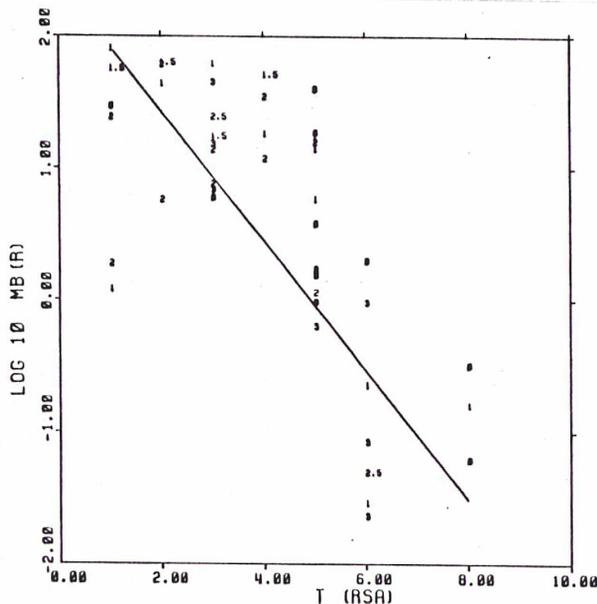
Figure (IX,4)

Nous pouvons resumer ces résultats en disant que: les galaxies de type tardif sont plus petites que les galaxies de type avancé, ont un halo moins concentré et une courbe de rotation pour le halo qui monte plutôt lentement.

D' autres résultats assez semblables aux précédents mais plus significatifs sont ceux que nous obtenons en calculant la corrélation du paramètre A (ou Rc) avec la masse "totale" du halo. Surtout dans le cas du paramètre A le coefficient est important -0.68 (figure X,4). Ces résultats confirment l' affirmation suivant laquelle: la répartition de la masse dans le halo dépend de sa masse totale.

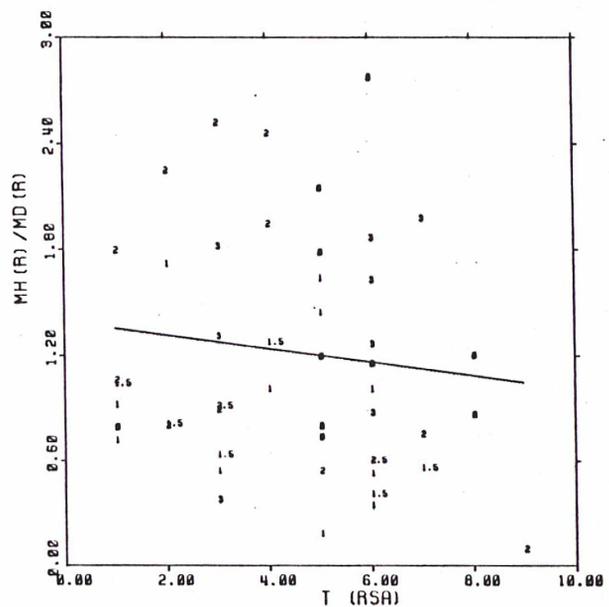
Elle existe une légère corrélation (coef.de cor. $=-0.44$ avec poids et -0.55 sans poids) entre le type et le rapport M/L du disque qui nous dit que les galaxies de type tardif, plus riches en gaz, ont un rapport M/L du disque plutôt petit. C' est un résultat justifié par la propriété essentielle du gaz d' être un endroit de naissance d' étoiles chaudes et brillantes. Il faut souligner que cette corrélation n' est pas due à la corrélation du type avec la taille de la galaxie, parceque le rapport M/L du disque est tout-à-fait indépendant de la taille galactique.

Un autre résultat (déjà connu) est la corrélation entre le type et la masse du bulbe. La figure (IX,5) montre la corrélation entre le type et le log de la masse du bulbe (nous vous rappelons que les masses totales sont exprimées en unités de 10^9 masses solaires). Ce résultat n'est pas du uniquement à la corrélation du type avec la taille de la galaxie. La corrélation existant entre le type et le rapport de masses $M(\text{bulbe})/M(\text{disque})$ (ou celle entre le type et le rapport de masses $M(\text{halo})/M(\text{bulbe})$) le démontre, figure (IX,6).



COEF. CORREL = -0.760
 A = -0.490
 B = 2.413

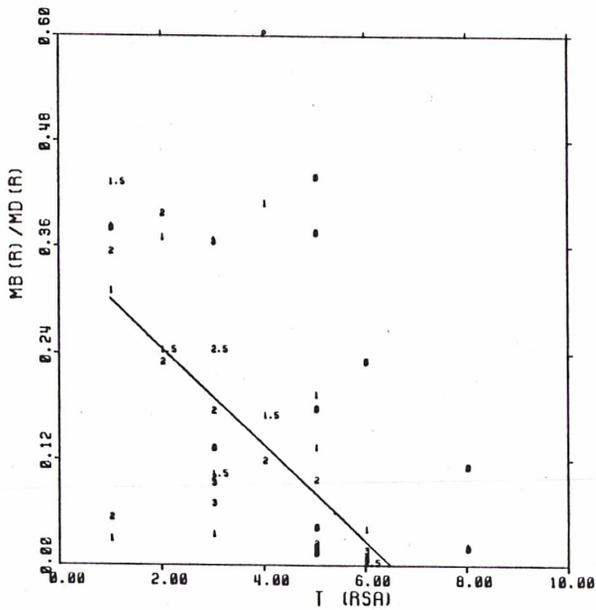
VERSION DU 12 MAY 85
 PARAMB
 AVEC POIDS.



COEF. CORREL = -0.120
 A = -0.038
 B = 1.393

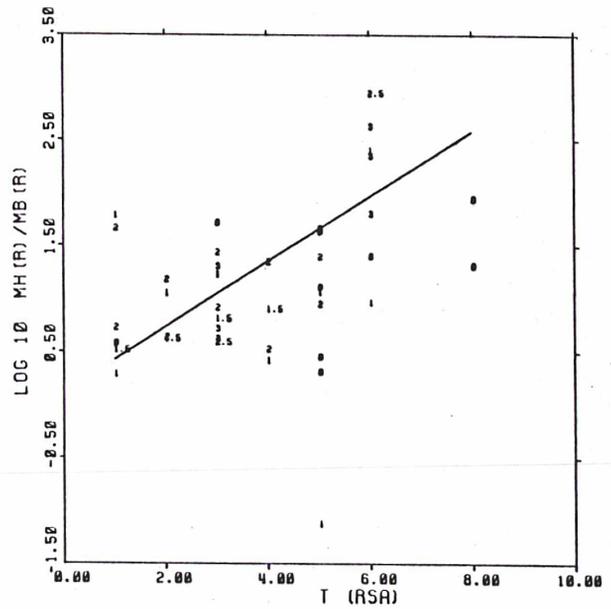
VERSION DU 12 MAY 85
 PARAMB
 AVEC POIDS.

Figure (IX,5)



COEF. CORREL = -0.590
 A = -0.055
 B = 0.356

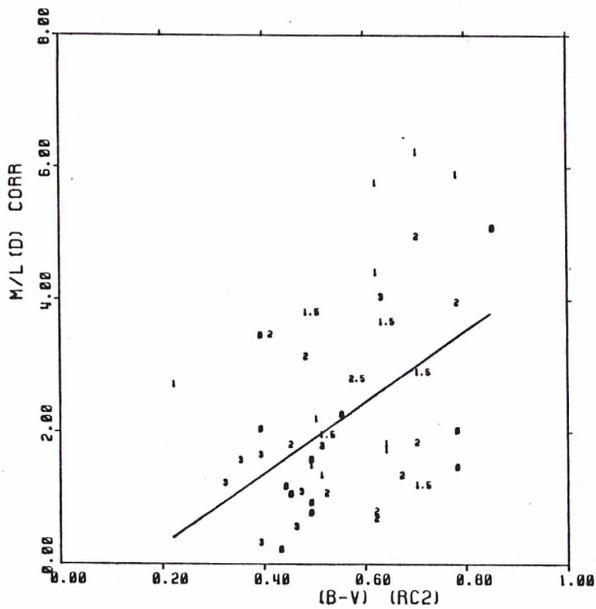
VERSION DU 12 MAY 85
 PARAMB
 AVEC POIDS.



COEF. CORREL = 0.664
 A = 0.308
 B = 0.118

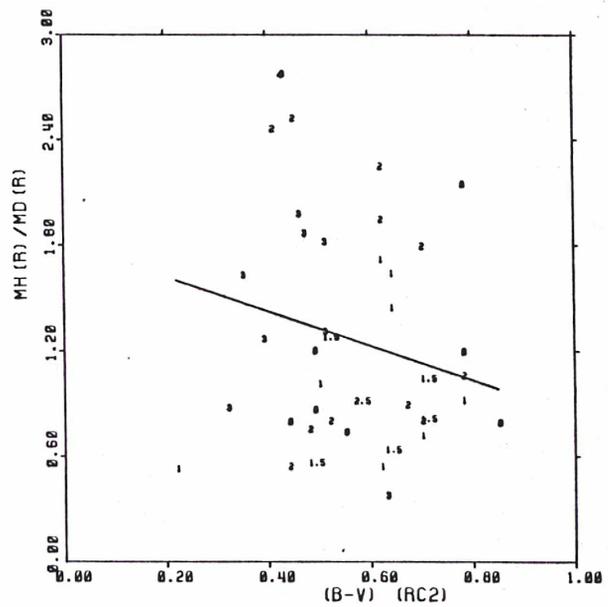
VERSION DU 12 MAY 85
 PARAMB
 AVEC POIDS.

Figure (IX,6)



COEF. CORREL = 0.512
 A = 5.407
 B = -0.790

VERSION DU 12 MAY 85
 PARAMB
 AVEC POIDS.



COEF. CORREL = -0.205
 A = -0.976
 B = 1.818

VERSION DU 12 MAY 85
 PARAMB
 AVEC POIDS.

Figure (IX,7)

Ainsi nous pouvons affirmer (malgré la plus grande marge d' erreur de la définition du rapport M/L du bulbe) que les galaxies de type tardif (riches en gaz), ont un bulbe moins important que les galaxies de type avancé et/ou que les galaxies riches en gaz présentent une concentration plus forte vers le plan galactique, que les galaxies de type avancé. Ce résultat combiné avec l'absence totale de corrélation entre le type et le rapport masse du halo sur masse du disque peut être une indication montrant que la population du bulbe est différente de celle du halo (si nous admettons que le halo est plutôt sphérique).

2) Correlations avec l' indice de couleur B-V.

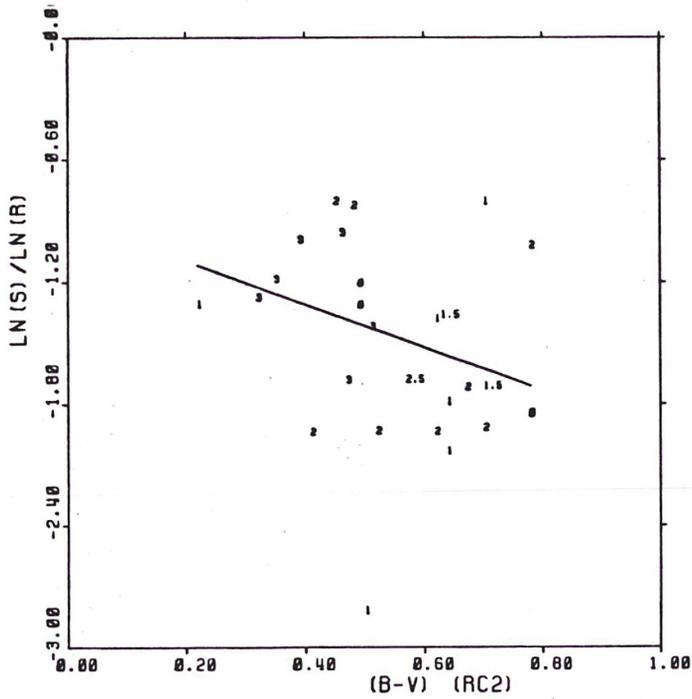
Avant de commencer nous citons deux résultats bien connus. Il s' agit de deux corrélations entre de quantités des catalogues RC2 et RSA. La première, entre T et B-V, (coef.de corrélation.=0.76), nous apprend que les galaxies de type tardif sont plus bleues que les galaxies de type avancé. La seconde, entre B-V et la magnitude absolue (coef.de corrélation.= -0.46), nous dit que les petites galaxies sont plutôt bleues. L' explication est toujours la même: les galaxies de type tardif (qui, comme nous venons de dire, sont relativement plus petites que les galaxies de type avancé) sont riches en gaz, donc riches en étoiles jeunes, bleues.

Ces deux corrélations entraînent d' autres corrélations, plus ou moins importantes, comme celle qui lie la couleur au paramètre SIGMA de la sphère isotherme ajustée au halo (coef.de corrélation.=0.53).

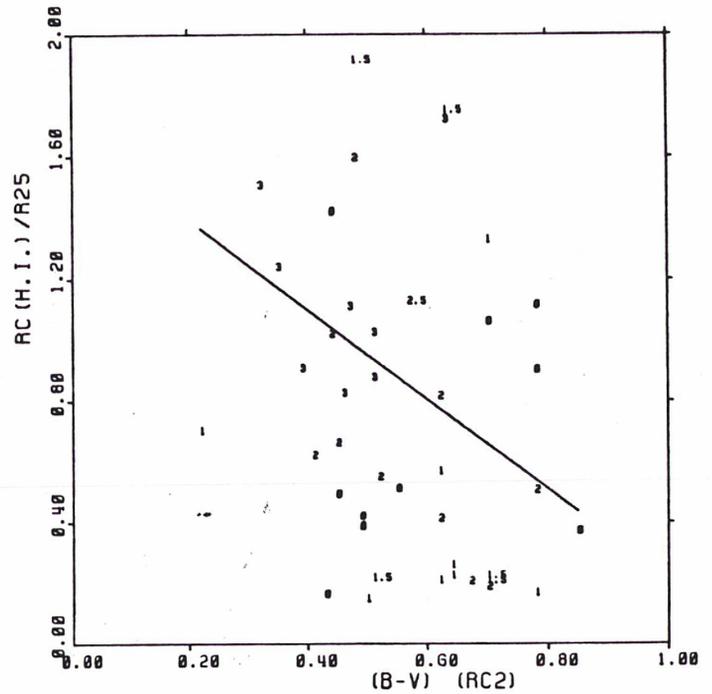
Le résultat le plus intéressant est la corrélation qui existe entre la couleur et le rapport M/L du disque (figure (IX,7)). Il confirme le fait que les galaxies dont l' indice de couleur est vers le rouge, ont un rapport M/L plus important que les galaxies bleues.

Un autre résultat qui peut être intéressant (même s'il est négatif) est l' absence de corrélation entre les quantités (B-V) et le rapport Masse du halo sur la Masse du disque. Le coefficient montre une légère corrélation (0.28) mais la figure (IX,7) montre que la répartition des galaxies qui ont un grand poids ($W=3$) est différente. Ainsi nous pouvons dire que la répartition de la masse galactique entre le disque et le halo est indépendante du type et de la couleur de la galaxie.

Examinons maintenant l' influence de l' indice de couleur sur les paramètres décrivant la concentration et la forme de la courbe de rotation du halo. Là aussi (figure (IX,8)) les résultats sont moins significatifs que dans le cas précédent (avec le type). Mais cette légère corrélation qui existe reste toujours cohérente avec les résultats antérieurs.



COEF. CORREL = -0.337
 A = -1.064
 B = -0.881

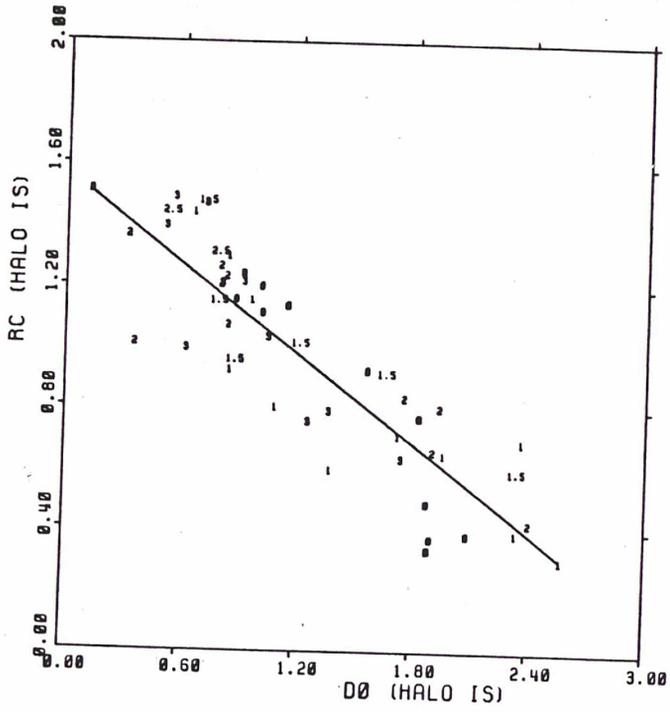


COEF. CORREL = -0.387
 A = -1.478
 B = 1.692

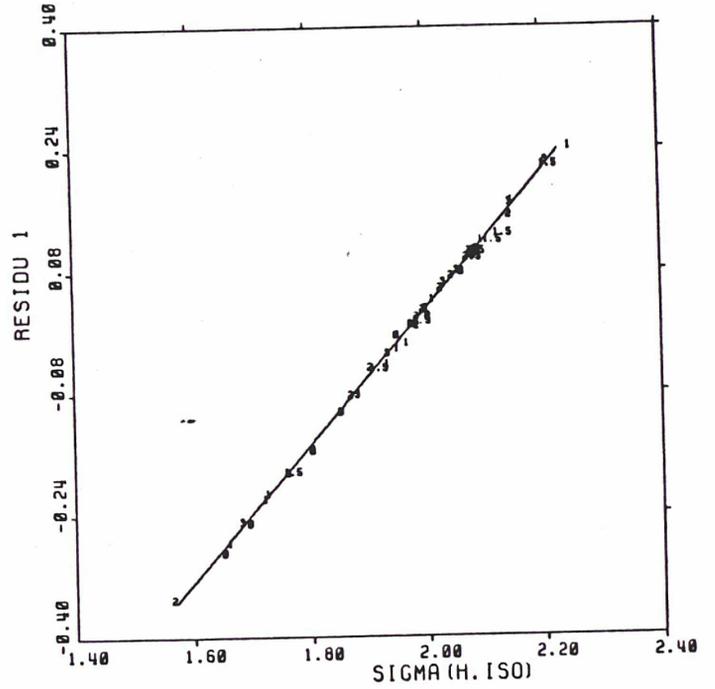
Figure (IX,8)

Autres correlations:

Quand nous avons parlé pour la sphère isotherme, nous avons défini trois paramètres, dont les deux libres. Nous constatons, figure (IX,9), que le paramètre D_0 corréle très bien avec le logarithme du paramètre R_c . Cette corrélation est due à la signification physique des deux paramètres et peut se résumer à la phrase: Quand le R_c est petit (ou quand la courbe de rotation de la sphère isotherme monte rapidement près du centre), la densité centrale de la sphère est plus importante. Nous avons utilisé le paramètre R_c à la place du R_c/R_{25} , parce que la densité D_0 est aussi exprimée en 10^9 Mo/Kpc^3 . Sur la même figure nous voyons la corrélation du résidu de la corrélation précédente avec le troisième paramètre SIGMA. Il s'agit de corrélations dues à la forme de la sphère isotherme.



COEF. CORREL = -0.862
 A = -0.488
 B = 1.563



COEF. CORREL = 0.999
 A = 0.897
 B = -1.763

Figure (IX,9)

CHAPITRE X : CONCLUSIONS

Dans ce travail nous avons essayé de répondre à trois questions:

- i) Est-ce que les galaxies spirales ont nécessairement un halo?
- ii) Si oui, quelle est la distribution de sa masse?
- iii) Est-ce qu' il y a des paramètres galactiques qui corrélerent avec les paramètres du halo et quelle est la signification physique de ces corrélations?

Pour répondre à ces questions il nous a fallu adopter certaines présuppositions (ex: axisymétrie, M/L du disque constant, etc.). En plus nous nous sommes tenus dans le cadre de la solution que nous avons appelée: solution du halo minimum vérifiant les contraintes imposées par la structure spirale observée. A la fin de ce travail la réponse à la première question est assez évidente: La solution que nous avons adoptée montre que pour très peu de galaxies (quatre) une solution sans halo est acceptable. Ainsi la conclusion principale de ce travail est que les galaxies spirales possèdent un halo[§] important dont la masse est comparable à celle du disque (voir dans le tableau des résultats le rapport des masses pour chaque galaxie).

Les deux autres questions sont étroitement liées. L' étude statistique (voir au chapitre précédent), malgré ses faiblesses, nous a montré des tendances assez intéressantes:

i) La distribution de masse entre le halo et le disque de la galaxie ne corrèle pas avec les autres paramètres galactiques. Ainsi elle est indépendante du type de la galaxie, de son indice de couleur, de sa magnitude absolue, de son diamètre optique etc, tandis que la masse "totale" du halo (incluse dans le rayon optique de la galaxie) dépend directement de la taille de la galaxie: Les plus grandes galaxies possèdent un halo plus important.

ii) La distribution de la masse à l' intérieur du halo dépend du type de la galaxie: Les galaxies de type tardif (galaxies dont le disque est riche en gaz) ont un halo moins concentré que les galaxies de type avancé (galaxies pauvres en gaz).

iii) La répartition de la masse dans le halo (la forme de sa courbe de rotation) dépend de sa masse totale. Ce n'est qu' une tendance, mais elle est en bon accord avec le reste des résultats.

iv) Le rapport M/L du disque corrèle avec l'indice de couleur (B-V). Ainsi les galaxies "bleues" ont des rapports M/L du disque plus faibles que les galaxies "rouges". Il s'agit d'un résultat déjà connu qui se confirme.

[§] Il faut noter que dans le terme "halo" on ne compte pas les objets invisibles appartenant au disque galactique, qui sont comptés dans la masse du disque à l' aide du rapport M/L.

Avant de terminer nous aimerions répondre à une question qui se pose souvent à la fin d' une thèse et qui concerne l'utilité de ce travail ou la possibilité de réutilisation de la méthode adoptée ici. Au centre de ce travail se trouve un programme qui pourrait être utilisé dans le futur sur un échantillon de galaxies plus vaste et plus homogène. Il faut aussi souligner l'absence de données de dispersion des vitesses, qui pourraient donner plus de poids à nos contraintes posées par la structure spirale de la galaxie. On peut d'ailleurs espérer que le progrès de la technique des observations permettra, d' ici peu de temps, d' obtenir des résultats de meilleure qualité.

En ce qui concerne le programme, il peut être révisé surtout en ce qui concerne les modèles de composantes galactiques. Par exemple des modèles de disques plus compliqués, des modèles de bulbe ou de halo aplatis, des modèles qui tiennent compte de la barre qui existe éventuellement ou de la lentille, des modèles triaxiaux pour le bulbe et le disque etc.

Pour notre part nous espérons que ce travail pourra être de nouveau utile dans le futur....

BIBLIOGRAPHIE

- Ables, H. D.: 1971, Publ. U.S. Naval Obs. 20, No.4.
- Athanassoula, E.: 1978, Ecole de Goutelas.
- Athanassoula, E.: 1983, Cours au D.E.A. de l'Observatoire de Paris.
- Athanassoula, E.: 1984, in Physics Reports 114, 321.
- Baiesi-Pillastrini, G.C., Palumbo, G.G.C. and Vetolani, G.: 1983, Astron. Astrophys. Suppl. 53, 373.
- Bergeron, J. and Gunn, J.E.: 1977, Astrophys. J. 217, 892.
- Bertola, F.: 1966, Mem. Soc. Astr. Ital. 37, 433.
- Bertola, F. and Bernacca, P.L.: 1967, Mem. Soc. Astron. Ital. 38, 189.
- Boroson, T.: 1981, Astrophys. J. Suppl. 46, 177.
- Bosma, A.: 1978, PhD thesis, University of Groningen
- Bosma, A.: 1981, Astron.J. 86, 1791
- Bosma, A.: 1981, Astron.J. 86, 1825
- Bosma, A.: 1983, IAU 100, Internal Kinematics and Dynamics of Galaxies, ed. E. Athanassoula, Reidel Pub., p 11.
- Bosma, A., van der Hulst, J.M. and Sullivan, III, W.T.: 1977 Astron. Astrophys. 57, 373
- Bosma, A., Goss, W.M. and Allen, R.J.: 1981, Astron. Astrophys. 93, 106.
- Bosma, A., van der Hulst, J.M. and Athanassoula, E.: 1985, in preparation
- Bosma, A., Athanassoula, E. and Vigroux, L.: 1985, in preparation
- Brinks, E.: 1984, PhD Thesis, Leiden Univ., The Netherlands
- Capaccioli, M.: 1973, Mem.Astr.Soc. Ital. 44, 417
- Carignan, C.: 1984, IAU Colloq. No. 78
- Carignan, C.: 1985a, soumis à l' Astrophys. J.
- Carignan, C.: 1985b, soumis à l' Astrophys. J.
- Carignan, C. and Freeman, K.C.: 1985, soumis à l' Astrophys. J.
- Chincarini, G. and Walker, M.F.: 1967, Astrophys. J. 147, 407
- Comte, G.: 1981, Astr. Astrophys. Suppl. 44, 441
- Considère, S.: 1980, Thèse de troisième cycle, Université de PARIS VII.
- Davoust, E. and de Vaucouleurs, G.: 1980, Astrophys. J. 242, 30.
- Davoust, E. and Pence, W.D.: 1982, Astron. Astrophys. Suppl. 49, 631.
- Deharveng, J.M. and Pellet, A.: 1975, Astron. Astrophys. 38, 15
- De Vaucouleurs, G.: 1958, Astrophys. J. 128, 465
- De Vaucouleurs, G.: 1959a, Astrophys. J. 130, 728.
- De Vaucouleurs, G.: 1959b, Handbuch der Physik 53, p. 327, Ed. Springer-Verlag, Berlin-Cottingen-Heidelberg.
- De Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A. and Corwin, H.G.: 1976, Second Reference Catalogue of Bright Galaxies, Austin, University of Texas Press.
- De Vaucouleurs, G.: 1978, Astrophys. J. 223, 730.
- De Vaucouleurs, G. and Davoust, E.: 1980, Astrophys. J. 239, 783.
- Duval, M.F.: 1984, These, Université de Provence.
- Duval, M.F. and Athanassoula, E.: 1983, Astron.Astroph. 121, 297.
- Eddington, A.S.: 1926, The internal Constitution of the Stars, (Cambridge: University Press).
- Emerson, D.T. and Baldwin, J.E.: 1973, MNRAS 165, 9P.

- Fish, R.A.: 1961, *Astrophys. J.* 134, 880.
- Goad, J.W., de Veny, J.B. and Goad, L.E.: 1979, *Astrophys. J. Suppl.* 39, 439.
- Goldreich, P. and Lynden-Bell, D.: 1965, *M.N.R.A.S.* 130, 125.
- Gottesman, S.T.: 1982, *Astron.J.* 87, 751.
- Gottesman, S.T., Ball, R., Hunter, G.H., and Huntley, J.M.: 1984, *Astrophys. J.* 286, 471.
- Graham, J.: 1984, *Astron. J.* 89, 1332
- Huchtmeier, W.K.: 1975, *Astron. Astroph.* 45, 259.
- Kalnajs, A.J. : 1965, PhD Thesis, Harvard Univ., Cambridge, Mass.
- Kalnajs, A.J. : 1971, *Astrophys. J.* 166, 275.
- Kalnajs, A.J. : 1983, in *IAU Symposium 100, Internal Kinematics and Dynamics of Galaxies*, ed. E. Athanassoula, Reidel Pub., p. 87.
- Kent, S.M.: 1984, *Astrophys. J. Suppl.* 56; 105
- King, I.R.: 1966, *Astron. J.* 71, 64.
- Lo, K.Y., Berge, G.L., Claussen, M.J., Heiligman, G.M., Leighton, R.E., Masson, C.R., Moffet, A.T., Phillips, T.G., Sargent, A.I., Scott, C.L., Wannier, P.G., and Woody, D.P.: 1984, *Astrophys. J. Lett.* 282, L59
- Lynds, B.T.: 1974, *Astrophys. J. Suppl.* 28, 391.
- Marcelin, M., Boulesteix, J. and Georgelin, Y.: 1985, *Astron. Astrophys.* (subm.)
- Monnet, G. and Simien, F.: 1976, *Astron. Astrophys.* 39, 173.
- Newton, K.: 1980a, *M.N.R.A.S.* 190, 689.
- Newton, K.: 1980b, *M.N.R.A.S.* 191, 169.
- Newton, K. and Emerson, D.T.: 1977, *M.N.R.A.S.* 181, 573
- Okamura, S., Kanazawa, T. and Kodaira, K.: 1976, *Pub. Astr. Soc. Japan* 28, 329.
- Okamura, S., Takase, B. and Kodaira, K.: 1977, *Pub. Astr. Soc. Japan* 29, 567
- Pence, W.D.: 1980, *Astrophys. J.* 239, 54.
- Pence, W.D.: 1981, *Astrophys. J.* 247, 473.
- Peterson, C.J.: 1980, *Astron.J.* 85, 226.
- Peterson, C.J., Rubin, V.C., Ford, W.K. and Thonnard, N.: 1978, *Astrophys. J.* 219, 31.
- Rogstad, D.H., Crutcher, R.M., Kwong Chu : 1979, *Astrophys. J.* 229, 509
- Rogstad, D.H., Lockhart, I.A. and Wright, M.C.H.: 1974, *Astrophys. J.* 193, 309
- Rogstad, D.H., Shostak, G.S. and Rots, A.H.: 1973, *Astron. Astrophys.* 22, 111.
- Rogstad, D.H., Wright, M.C.H., Lockhart, I.A.: 1976, *Astrophys. J.* 204, 703.
- Romanishin, W., Strom, S.E. and Strom, K.M.: 1982, *Astrophys. J.* 258, 77.
- Rubin, V.C., Burstein, D., Ford, K.W. and Thonnard, N.: 1984,
- Rubin, V.C., Burstein, D., Ford, K.W. and Thonnard, N.: 1985, *Astrophys. J.* 289, 81.
- Rubin, V.C., Ford, W.K., Strom, S.E., Strom, K.M. and Romanishin, W.: 1978, *Astrophys. J.* 224, 782.

- Rubin, V.C., Ford, W.K. and Thonard, N.: 1980, *Astrophys. J.* 238, 471.
- Sancisi, R. and Allen, R.J.: 1979, *Astron.Astroph.* 74, 73.
- Sandage, A. and Tammann, G.A.: 1981, *A Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies*, Carnegie Institution of Washington.
- Scoville, N.Z., Soifer, B.T., Neugebauer, G., Young, J.S., Matthews, K. and Yerka, J.: 1985.
- Talbot, R.J., Jensen, E.B. and Dufour, R.J.: 1979, *Astrophys. J.* 229, 91.
- Toomre, A.: 1963, *Astrophys. J.* 138, 385.
- Toomre, A.: 1981, in *The Structure and Evolution of Normal Galaxies*, ed: S.M. Fall and D. Lynden-Bell, Cambridge University Press.
- Tully, R.B.: 1974, *Astrophys. J. Suppl.* 27, 415, 437 and 449.
- Van Albada, G.D.: 1980, *Astron.Astroph.* 90, 123.
- Van Albada, T.S. et al. 1985 preprint
- Van Driel, W.: 1985, *Priv.com.*
- Van der Kruit, P.C.: 1976, *Astron. Astrophys.* 52, 85.
- Van der Kruit, P.C.: 1979, *Astr.Astroph. Suppl.* 38, 15.
- Van der Kruit, P.C. and Bosma, A.: 1978, *Astr.Astroph. Suppl.* 34, 259.
- Van der Kruit, P.C. and Searle, L.: 1981, *Astr.Astroph.* 95, 105 and 116.
- Van der Kruit, P.C. and Searle, L.: 1982, *Astr.Astroph.* 110, 61.
- V. Moorsel, G.A.: 1982, PhD Thesis University of Groningen.
- Warmels, R.H.: 1985, *priv. comm.*
- Watanabe, M.: 1983, *Ann. Tokyo Astron. Observatory*, vol XIX, 121.
- Watanabe, M., Kodaira, K. and Okamura, S.: 1982, *Astrophys. J. Suppl.* 50, 1.
- Wevers, B.H.R.M.: 1984, PhD Thesis, University of Groningen
- Whitemore, B.C. and Kirshner, R.B.: 1982, *Astron.J.* 87, 500.
- Young, J.S. and Scoville, N.: 1982, *Astrophys. J.* 258, 467.

REMERCIEMENTS

Je remercie de tout mon coeur:

Messieurs les Professeurs F. Nahon et Monsieur J. Delhaye qui m'ont accepté dans leur D.E.A., qui ont été mes premiers professeurs d'Astronomie en France et qui ont accepté que je puisse soutenir cette thèse à une date qui me convenait,

Madame E. Athanassoula qui m'a proposé un sujet de recherche très intéressant, qui m'a constamment aidé et encouragé et qui a voulu partager avec moi sa grande passion pour l' Astronomie,

Monsieur A. Bosma, dont la collaboration m' été indispensable afin de mener à bout ce travail et qui a accepté d'en être rapporteur,

Monsieur G. Comte, qui s'est intéressé à ce travail, qui m'a tant aidé avec ses remarques sur son aspect Astrophysique et a accepté d'en être rapporteur,

Monsieur M. Crézé et les autres chercheurs de l'Observatoire de Besançon,

Monsieur M. Chareton, responsable du Service de l' Informatique à Besançon qui a guidé mes premiers pas en Informatique,

Monsieur J. Lequeux, qui m'a souvent aidé pendant mon séjour à Marseille et m'a offert un poste de trois mois à l'Observatoire de Marseille,

Monsieur P. Figon et le service d'Informatique de l'Observatoire de Marseille, pour leur aide précieuse,

Monsieur F. Bonnarel, qui a corrigé une bonne partie du manuscrit de cette thèse et qui, lors d'interminables discussions, m'a aidé à appréhender mon sujet de recherche dans une perspective différente en me faisant part de ses propres préoccupations astrophysiques,

Monsieur E. Le Coarer dont les connaissances profondes en Informatique ont été souvent mises à ma disposition,

les chercheurs et le personnel de l'Observatoire de Marseille qui m' ont accueilli chaleureusement et qui m'ont aidé à surmonter une période difficile de ma vie.