



HAL
open science

Etude de galaxies à coquilles

Jean-Louis Prieur

► **To cite this version:**

Jean-Louis Prieur. Etude de galaxies à coquilles. Cosmologie et astrophysique extra-galactique [astro-ph.CO]. Université Paul Sabatier - Toulouse III, 1988. Français. NNT : . tel-00915278

HAL Id: tel-00915278

<https://theses.hal.science/tel-00915278>

Submitted on 6 Dec 2013

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.

N° D'ORDRE :

T H E S E

présentée devant

L'UNIVERSITE PAUL SABATIER DE TOULOUSE (SCIENCES)

en vue de l'obtention du

NOUVEAU DOCTORAT DE L'UNIVERSITE

(arrêté du 5 Juillet 1984)

Spécialité Astronomie et Techniques Spatiales

par

Jean-Louis PRIEUR

ETUDE DE GALAXIES

A COQUILLES

Rapporteurs : F. COMBES, J.-L. NIETO, L. VIGROUX

Soutenue le 8 Juillet 1988 devant la Commission d'Examen :

G. VEDRENNE Président

A. BIJAOU

D. CARTER

F. COMBES

B. FORT

J.L. NIETO Examineurs

Observatoire Midi-Pyrénées

14, Avenue E. Belin, 31400 Toulouse, FRANCE

Résumé

Les galaxies à coquilles sont des galaxies qui paraissent normales à tous égards, mais qui sont entourées par de faibles “rides” de lumière en forme d’arcs : *les coquilles*. Ce n’est qu’au début des années 1980 que l’importance du phénomène est apparue, avec la publication par Malin et Carter d’une liste de 140 galaxies à coquilles, elliptiques et lenticulaires pour la plupart. Les premières observations ont montré que ces coquilles étaient de nature stellaire.

Deux types de modèles ont été proposés : d’après certains, les coquilles se seraient formées à partir du gaz intra-galactique comprimé par une onde de choc provoquée par un sursaut d’activité du noyau de la galaxie (origine interne) ; d’après d’autres, ce seraient des ondes de densité d’étoiles provenant d’une galaxie-compagnon qui aurait été absorbée par la galaxie-hôte (formation par fusion).

Pour trouver la réponse à ce problème astrophysique nouveau, l’auteur a entrepris un vaste programme d’observation de toutes les galaxies du catalogue de Malin et Carter en collaboration avec des chercheurs australiens et britanniques, en spectroscopie et imagerie CCD. Ce travail de thèse qui comporte une partie observationnelle, une étude des propriétés statistiques de ces objets, et une étude approfondie de quelques galaxies typiques, a conduit à un grand nombre de résultats nouveaux parmi lesquels on peut noter :

1. Une étude détaillée d’un échantillon d’une vingtaine d’objets a montré que la morphologie des coquilles (distribution radiale, ellipticités, angles caractéristiques), et leur photométrie (étude des profils, luminosité intégrée, et indices de couleurs) étaient en accord avec les prédictions des modèles de formation par fusion.
2. Les observations spectroscopiques de 100 galaxies à coquilles ont mis en évidence une formation stellaire massive et récente pour 20% des objets, ce qui était complètement inattendu pour des galaxies elliptiques et lenticulaires. Les spectres de certains objets sont du même type que ceux des galaxies actives “E+A” récemment découvertes dans les amas lointains et associées à l’effet Butcher-Oemler. Nos observations suggèrent donc que l’accrétion d’un compagnon est un processus efficace pour réactiver la formation stellaire dans les galaxies elliptiques et que les interactions entre galaxies peuvent expliquer le taux anormalement élevé de galaxies actives dans les amas lointains.
3. La photométrie des coquilles (délicate, car ces structures sont très faibles) a montré qu’elles peuvent être plus rouges, mais qu’elles sont généralement plus bleues que le reste de la galaxie, ce qui est compatible avec l’absorption d’un compagnon de population stellaire plus jeune. Des gradients de couleurs importants existent parfois *le long* d’une même coquille. Ce dernier résultat qui semblait à priori difficile à comprendre, s’est éclairé par quelques unes de nos simulations de collisions, en suivant les orbites des étoiles des différentes composantes du compagnon (bulbe-disque).

4. Une étude approfondie de NGC 3923, le système le plus riche (avec plus de 20 coquilles), a permis d'établir que pour cet objet, les coquilles sont vraisemblablement le résultat d'une collision radiale avec un compagnon elliptique de masse environ 1/10 de celle de la galaxie. Après avoir perdu la plus grande partie de ses étoiles lors du premier passage dans les régions centrales, le compagnon s'est ensuite progressivement dépouillé des étoiles restantes, tout en subissant un freinage par friction dynamique, ce qui l'a entraîné dans les régions les plus internes de la galaxie.
5. Une corrélation est apparue entre la morphologie des systèmes de coquilles et l'ellipticité apparente de la galaxie-hôte. Les systèmes alignés ne sont visibles qu'autour de galaxies aplaties ($E \geq 2.5$), et les systèmes "en pétales" ne sont pas observés autour de galaxies très aplaties ($E \geq 4$). Cette corrélation traduit l'influence du potentiel total de la galaxie (y compris celui de l'éventuel halo de matière noire), sur la géométrie des coquilles.
6. A partir du taux d'observation de galaxies à coquilles, et de la durée de vie des systèmes, il est en principe possible d'en déduire une estimation de la fréquence des collisions entre galaxies, et une limite supérieure à la masse de matière invisible contenue à l'intérieur des systèmes de coquilles. Avec un taux de 10%, et une durée de vie de l'ordre de 2 à 3 milliards d'années, les galaxies elliptiques auraient ainsi fusionné en moyenne avec un ou deux compagnons. La limite supérieure de la masse de la matière invisible contenue à l'intérieur des systèmes serait ainsi de l'ordre de 50 fois la masse de la composante visible. Ces valeurs ne sont cependant encore que très approximatives.

En conclusion, cette étude permet d'établir à peu près définitivement que le modèle de formation par fusion est le seul à rendre compte des propriétés observationnelles des coquilles. De part leur comportement de particules-test, les étoiles des coquilles offrent une occasion unique de sonder le potentiel total des galaxies, y compris celui des halos massifs invisibles. L'importance des interactions gravitationnelles pour la formation et l'évolution des galaxies semble désormais bien établie, et les galaxies à coquilles, résultats de collisions entre galaxies, permettent donc d'étudier une phase cruciale dans l'évolution des galaxies.

Short abstract

Shell galaxies are galaxies which look normal at first sight, but are surrounded with arc-like faint “ripples” : the shells. It was not until the beginning of the 1980’s that the importance of this phenomenon was clearly established, when Malin and Carter published a list of 140 shell galaxies, mainly ellipticals and lenticulars.

A systematic observationnal programme in spectroscopy and CCD imaging, concerning all the galaxies from this list, was undertaken by the author in collaboration with some Australian and British astronomers. Quantitative results about the morphology and the photometry of the shells have been obtained. A recent burst star formation has been found in 20% of the objects. A correlation between the morphology of the shell systems and the apparent ellipticity of the galaxy has been discovered.

This study contributes to establishing quite clearly that the merging model (accretion of a companion-galaxy) first proposed by Quinn in 1982, is the only one to account for the observationnal properties of the shells. With their behaviour as test-particules, the shell stars provide a unique opportunity to probe the total potential of the galaxies, including the invisible massive haloes.

Remerciements

Je ne pourrais présenter ce travail sans remercier mon directeur de recherche Bernard Fort, et ceux qui ont joué ce rôle lors de mes séjours en Australie et Angleterre, David Carter et Althea Wilkinson.

Je suis aussi très reconnaissant du très bon accueil, et de l'aide que m'ont apportée le personnel, les étudiants et les chercheurs des Observatoires de Toulouse, du Mt Stromlo, et de Manchester, ainsi que les équipes techniques du Télescope de 2 m du Pic du Midi, du Télescope Anglo-Australien, de l'Observatoire de l'Université Nationale Australienne à Siding Springs, du Radio-Observatoire de Parkes et du Télescope Canada-France-Hawaï.

Je remercie les chercheurs qui ont observé pour moi, lorsque j'étais dans l'impossibilité de le faire : Sandro D'Odorico, Guy Mathez, Roser Pello-Descayre, et Bernard Fort. Je suis très redevable envers le directeur de l'Observatoire du Mt Stromlo pour m'avoir proposé, puis financé entièrement la publication d'un de mes articles dans *Astrophysical Journal*.

Je remercie enfin mes parents et ma soeur qui m'ont toujours soutenu dans mes études par leurs encouragements et leur aide financière, indispensable pour poursuivre des études longues dans le contexte actuel. Je suis bien conscient de la chance que j'ai eue et je compatis avec tous ceux qui ont dû arrêter leurs études à la suite de problèmes financiers ou de santé.

Table des matières

Table des matières	i
Introduction	1
I Présentation des galaxies à coquilles	5
I.1 “Découverte” de Malin et Carter, et premières observations	5
I.2 Modèles d’origine externe (fusion avec un compagnon)	6
I.2.1 Description analytique :	12
I.2.2 Exemple d’application : cas képlérien	13
I.2.3 Simulations :	14
I.2.4 Rencontres non radiales :	18
I.3 Modèles d’origine interne	25
I.3.1 Fabian et al (1979)	25
I.3.2 Williams et Christiansen (1985)	26
I.3.3 Bertschinger (1985)	26
I.3.4 Umenura et Ikeuchi (1987)	27
I.3.5 Kundt et Krause (1985)	29
I.3.6 Lowenstein et al (1987)	29
II Observations et traitement des données	31
II.1 Les observations	31
II.1.1 Les observations au Pic du Midi	32
II.1.2 Observations à l’AAT (3.90 m, Australie)	32
II.1.3 Observations au télescope de 1 m de Siding Spring (Australie)	33
II.1.4 Observations au CFHT (3.6 m, Hawaii)	33
II.1.5 Observations au 3.60 m de l’ESO	33
II.1.6 Observations au radiotélescope de PARKES (63 m, Australie)	36
II.1.7 Bilan des observations	36
II.2 Traitement des données	36
II.2.1 Prétraitement des clichés	37
II.2.2 Etude de la galaxie elle-même	37
II.2.3 Soustraction de la galaxie	38
II.2.4 Etude de la morphologie des coquilles	41
II.2.5 Profils et photométrie des coquilles	43
II.2.6 Calibration photométrique	43

III Etude statistique	49
III.1 Description générale du programme d'étude statistique	49
III.2 Classification des systèmes de coquilles par types, et ellipticité apparente des galaxies	56
III.2.1 Définition des types	56
III.2.2 Corrélation type-ellipticité	57
III.3 Spectroscopie du catalogue de Malin et Carter, et découverte de signes de formation stellaire récente	68
III.3.1 Comparaison avec les spectres des galaxies elliptiques et lenticulaires	68
III.3.2 Comparaison avec les spectres de galaxies d'amas lointains	75
III.4 Répartition dans la séquence de Hubble et hypothèse de formation des galaxies elliptiques par fusion	79
III.4.1 Répartition des galaxies à coquilles dans la séquence de Hubble	79
III.4.2 Formation des galaxies elliptiques par fusion	81
III.5 Corrélations avec d'autres propriétés des galaxies-hôtes	85
III.5.1 Activité radio	85
III.5.2 Emission infra-rouge	86
III.5.3 Existence de sous-systèmes dynamiquement découplés du reste de la galaxie	86
III.5.4 Corrélations diverses	87
III.6 Fréquence du phénomène "galaxie à coquilles"	92
III.6.1 Répartition dans la sphère céleste	92
III.6.2 Complétude du catalogue de Malin et Carter, et biais possibles	93
III.6.3 Environnement	93
III.6.4 Durée de vie des systèmes formés et estimation des âges de systèmes de coquilles :	95
III.6.5 Nombre de collisions nécessaires pour rendre compte des observations	96
IV Etude approfondie de quelques objets	101
IV.1 Morphologie du système de coquilles et forme tridimensionnelle du potentiel de la galaxie hôte	101
IV.1.1 Forme tri-dimensionnelle des galaxies elliptiques en général	101
IV.1.2 Morphologie du système et forme du potentiel de la galaxie-hôte	102
IV.2 Distribution radiale des coquilles : rôle de la friction dynamique, et existence de halos massifs ?	107
IV.2.1 Etude de quelques systèmes alignés	107
IV.2.2 Interprétation de la distribution radiale des coquilles de NGC 3923	128
IV.2.3 Application à d'autres systèmes alignés	130
IV.2.4 Problème des coquilles internes	136
IV.2.5 Friction dynamique	137
IV.2.6 Dislocation progressive du compagnon	138
IV.3 Luminosité intégrée des coquilles	142
IV.4 Photométrie multicolore des coquilles	145
IV.5 Forme, profils et épaisseurs des coquilles	157
IV.5.1 Forme tri-dimensionnelle	157

Conclusion	175
Bibliographie	181
A Partie informatique de ce travail de thèse	185
A.1 Contraintes graphiques	185
A.2 Formats des fichiers utilisés	186
A.3 Description des programmes	187
B Articles rédigés pendant cette thèse	193

Introduction

Les galaxies à coquilles forment une classe d'objets que la communauté astronomique internationale n'a pris en considération que très récemment, vers le début des années 1980. Ce sont au premier abord des galaxies normales que rien ne distingue des autres, si ce n'est la présence de rides de lumière extrêmement ténues en forme d'arcs qui entourent la galaxie.

Ces structures lumineuses pourtant mentionnées dans certains catalogues de galaxies dès les années 1960 sont pratiquement passées inaperçues des observateurs, jusqu'à ce qu'un photographe australien de talent, David Malin, mette au point pour le télescope Anglo-Australien (AAT) de nouvelles techniques de traitement photographique très performantes (Malin, 1977, 1981) qui révèlent une vision complètement nouvelle du ciel à des niveaux de quelques centièmes de la brillance du ciel nocturne ($B \approx 27.5$ par seconde d'arc carré). Appliquées aux plaques de Schmidt, ces nouvelles méthodes conduisent à une moisson de résultats nouveaux dont la découverte d'arcs lumineux entourant de nombreuses galaxies elliptiques ou lenticulaires et, plus rarement, de galaxies spirales. Malin appelle ces structures "*shells*" d'où le nom adopté par la suite de cet exposé de "*coquilles*". Avec David Carter, astronome à l'AAT, David Main entreprend presque aussitôt une recherche systématique des galaxies à coquilles sur les clichés du "*Sky Survey*" de l'hémisphère Sud en IIIaJ, qui n'est pas encore complètement terminé à l'époque. Ils examinent ensemble les 606 clichés de Schmidt, qui couvrent environ un tiers de la sphère céleste, et en traitent une partie par les méthodes photographiques de masque flou et de rehaussement de contraste. Le catalogue qui en résulte (Malin et Carter 1983), avec 137 objets, montre que l'existence de coquilles autour des galaxies concerne plus de 17% des elliptiques de champ ou appartenant à des petits groupes, mais sont pratiquement absentes dans les amas. Les quelques cas de galaxies à coquilles connus avant les travaux de Malin et Carter (Arp (1966), par exemple) étaient considérés comme un phénomène marginal, que l'on attribuait aux nombreux caprices morphologiques de la nature. Avec ce catalogue, Malin et Carter établissent de façon indiscutable qu'il s'agit d'un phénomène de grande ampleur.

Peu de temps après la publication des premiers travaux de Malin, Fabian et al (1979) avaient émis l'hypothèse que les coquilles étaient des régions de formation stellaire récente induite par des ondes de choc à l'intérieur de vents galactiques. En 1980, F. Schweizer propose un scénario tout à fait différent : les coquilles seraient les résidus d'une galaxie-compagnon qui aurait été absorbée par la galaxie-hôte. P. Quinn, en Australie, développe cette idée à l'aide de simulations numériques. Dans sa thèse (Quinn, 1982), il montre que les collisions entre galaxies peuvent conduire à la formation de coquilles, tout à fait semblables à celles que l'on observe. Il présente un modèle analytique où les coquilles se forment par un enroulement dans l'espace des phases des étoiles du compagnon. En comparant les prédictions de son modèle aux positions des coquilles de NGC 3923, Quinn en déduit l'existence d'un halo de matière noire très massif entourant la galaxie, dont la masse serait 40 fois su-

périeure à celle de la composante lumineuse. Son modèle permet même en principe de déterminer la distribution de cette matière noire, à l'intérieur du rayon de la coquille la plus externe. Nous verrons par la suite que ce résultat est remis en question (voir Sect. IV.2), mais il a contribué à l'époque à démontrer à la communauté scientifique que l'étude des galaxies à coquilles peut apporter des éléments de réponse à des questions fondamentales concernant l'étude des galaxies. Par exemple, quel sont les mécanismes qui agissent lors de collision entre galaxies, et quel est le rôle de la friction dynamique ? Quelle est, et quelle a été dans le passé, la fréquence de fusions ou d'interactions gravitationnelles fortes entre les galaxies ? Existe-t-il des halos de matière noire autour des galaxies, et si oui, quel est leur composition, leur forme, et leur masse ? Mais il restait bien sûr à établir que les modèles de formation par fusion étaient valables, ou bien il fallait trouver une autre explication.

Lorsque sont publiées les premières simulations de Quinn (1983), j'effectue mon stage de fin d'études de l'E.N.S.A.E. (Sup'Aéro) dans le laboratoire d'imagerie CCD de l'Observatoire de Toulouse, dirigé par B. Fort. Au cours d'une mission d'observation de quelques galaxies elliptiques au CFHT (Hawaii) en Avril 1983 avec L. Vigroux, B. Fort rencontre D. Carter et lui propose de tenter une photométrie CCD des coquilles les plus brillantes du catalogue avec le réducteur de focale $F/2$. Cette mission est un succès et permet d'établir, probablement pour la première fois, qu'il est possible d'obtenir avec des détecteurs CCD des mesures photométriques sur des structures de brillance aussi faible, superposées aux très forts gradients de brillance des galaxies elliptiques.

Pendant mon stage de DEA, l'année suivante, j'étudie ces clichés et j'obtiens la photométrie multicolore de 3 galaxies à coquilles : NGC 2965, NGC 3923, et NGC 5018. Après le stage, je choisis de continuer sur ce sujet pour mon travail de thèse. De nombreux modèles théoriques, parfois contradictoires, commencent à être proposés, en dépit du manque de données observationnelles. Mon objectif est d'obtenir une description géométrique et photométrique aussi précise que possible sur quelques cas particuliers, puis d'étendre cette étude à un échantillon statistique afin de pouvoir écarter ou contraindre certains des modèles proposés. Les articles de Quinn semblent très prometteurs et j'ai le sentiment que l'étude des coquilles peut beaucoup apporter sur notre connaissance des galaxies en général. Les détecteurs CCD sont aussi très attractifs, et paraissent particulièrement bien adaptés à ce problème difficile que représentent la détection et les mesures photométriques de ces structures faibles.

Pour renforcer la collaboration avec l'équipe de Carter et Malin, et travailler plus efficacement sur ce sujet, B. Fort me propose de partir en Australie, dès la première année de ma thèse. En Février 1986, je pars donc pour un an à l'Observatoire du Mt Stromlo, près de Canberra. A cette époque, Carter et Malin viennent juste de commencer un projet d'étude statistique des galaxies de leur catalogue en collaboration avec A. Wilkinson et W. Sparks, à partir de clichés CCD en B et R . Les premières observations relatives à ce projet, de plus grande ampleur que mon programme initial, ont eu lieu à l'AAT, le mois précédent mon arrivée. Très vite adopté par l'équipe, je suis rapidement le seul à travailler à temps plein sur ce programme, avec un rôle important à jouer au niveau des observations et du traitement des données. Une grande liberté m'est laissée pour la définition du projet. Le traitement des données s'avère être particulièrement crucial car les observations de coquilles sont à la limite des possibilités des détecteurs et instruments modernes.

Ce séjour à l'Observatoire du Mt Stromlo est très formateur, et je dois beaucoup à ces collègues anglo-australiens qui m'ont accordé leur confiance et du temps d'observation, en particulier à l'AAT. De retour à Toulouse, je continue le travail de réduction des données com-

mencé en Australie. Le sous-dimensionnement des moyens informatiques est alors un sérieux handicap pour la suite. Je dois adapter mes programmes à un environnement beaucoup plus modeste que celui que j'avais connu à Canberra, tout en faisant le maximum pour améliorer la situation à Toulouse le plus rapidement possible. Quelques mois après mon retour, une imprimante Versatec est installée et il est possible d'obtenir des graphiques sur papier. Vers le mois de Juin, je peux enfin utiliser la bibliothèque mathématique NAG, qui était absolument nécessaire pour tous mes programmes. A peu près, le logiciel de traitement de texte TeX est installé, mais pour les révisions de l'article sur NGC 3923 (rédigé en Australie), les sorties sur papier doivent être sous-traités à l'extérieur (!). Ce ne sera qu'à la fin de l'été 1987 qu'une imprimante laser sera enfin disponible à l'Observatoire. Tout cela prend bien sûr beaucoup de temps. Pour accélérer les choses et mettre au point la chaîne de traitement que nous devons adopter pour notre programme d'étude statistique, j'effectue un séjour de deux mois, pendant l'été 1987, à l'Université de Manchester (Angleterre), où je travaille avec A. Wilkinson. Enfin en Septembre 1987, P. Quinn vient à Toulouse pour discuter de ses recherches en cours, et comparer ses simulations aux premiers résultats de notre étude statistique.

Pendant ces presque trois années de thèse, une partie non-négligeable a été consacrée à la préparation de demandes de temps de télescope, aux observations, et surtout au dépouillement des données, avec la mise au point de nombreux programmes informatiques (cf appendice A). Sur le plan scientifique, j'ai eu la chance d'avoir des contacts fréquents avec de nombreux théoriciens travaillant de près ou de loin sur ce sujet : Ken Freeman, Agris Kaljnals, et Paul Nulsen (Observatoire du Mt Stromlo, Australie), Françoise Combes et Christophe Dupraz (Observatoire de Meudon), et enfin Peter Quinn (*Space Telescope Institute*, USA). Les discussions que j'ai eues avec tous ces chercheurs ont beaucoup enrichi ce travail de thèse et ont permis parfois une réorientation réciproque de nos efforts respectifs pour une meilleure compréhension de ce phénomène.

Dans ce manuscrit de thèse, je présente l'ensemble du travail accompli jusqu'à la date de soutenance. Les résultats relatifs à la partie étude statistique sont encore incomplets, car, comme le lecteur s'en doute, il s'agit d'un programme de longue haleine. Toutefois avec les méthodes d'analyse automatique que j'ai mises au point, je pense que notre survey CCD de l'hémisphère sud sera analysé et publié complètement d'ici quelques mois. L'étude des galaxies à coquilles n'en est qu'à ses débuts, et l'on doit noter qu'en dehors de ce travail et des publications qui s'y rapportent, il n'y a pratiquement pas eu d'autres articles décrivant des résultats d'observations.

Dans le chapitre I je donne un éclairage sur l'état du sujet lorsque j'ai entrepris ce travail en 1983, et je présente les différents modèles proposés pour rendre compte de ces structures. Les tenants de certains de ces modèles les ont parfois défendus avec une passion qui n'est encore pas complètement éteinte et que l'on voit parfois renaître lors de grands colloques... Les observations et le traitement des données qui constituent le corps principal de ce travail sont décrits dans le chapitre II. Le chapitre III décrit l'étude statistique qui est en cours, la première du genre, et où nous essayons de mieux cerner les propriétés générales des galaxies à coquilles. Le chapitre IV est consacré à l'étude approfondie de quelques galaxies à coquilles, et aborde divers problèmes annexes comme la présence de halos massifs autour des galaxies elliptiques et lenticulaires, leur forme tridimensionnelle, la morphologie et le contenu stellaire des coquilles, ainsi que le rôle de la friction dynamique dans les interactions gravitationnelles entre galaxies. En conclusion (Sect. IV.5.1), nous résumons les principaux résultats acquis et examinons dans quelle mesure ils contribuent à une meilleure connaissance des galaxies en

général.

Une brève description des programmes informatiques, écrits pour ce travail, fait l'objet de l'appendice **A**. Les articles de cette thèse ne sont pas insérés dans le corps du texte et sont regroupés en appendice **B**. Cette présentation m'a semblé mieux adaptée à une tentative de synthèse globale qui incorpore les derniers résultats non encore publiés.

Chapitre I

Présentation des galaxies à coquilles

I.1 “Découverte” de Malin et Carter, et premières observations

Reprenons plus en détail les éléments qui ont contribué à la (re)découverte des galaxies à coquilles. Vers la fin des années 1970, David Malin, photographe à l’Observatoire Anglo-Australien d’Epping développe des techniques de traitement photographiques qu’il applique aux plaques de Schmidt obtenues dans le cadre du Survey SRC/ESO (*British Science Research Council*, et *European Southern Observatory*) et à des plaques prises au foyer du nouveau télescope Anglo-Australien (AAT, *Anglo-Australian Telescope*). La qualité de la nouvelle émulsion IIIaJ, celle des instruments utilisés dans un bon site (Siding Spring, Australie) et les talents de D. Malin conduisent à des clichés remarquables qui vont très au-delà de la vision qu’on se faisait du ciel de l’hémisphère Sud (Malin 1977, 1978).

Dans la moisson de nouveaux résultats on remarque autour de nombreuses galaxies elliptiques la présence de structures en forme d’arcs, de faible brillance de surface mais à bords abrupts, qui apparaissent grossièrement concentriques et parfois fort éloignées de la galaxie centrale. L’une d’elles, NGC 3923 présente une vingtaine de ces structures que D. Malin appelle “*shells*” (ou *coquilles* en français) (Malin et Carter 1980).

Pour la détection de ces coquilles externes, Malin utilise une technique de *rehaussement de contraste* basée sur la propriété que les détails de faible intensité sont enregistrés au voisinage de la surface de la gélatine, alors que les densités plus importantes sont situées plus en profondeur (Malin 1978, 1981).

Pour les coquilles internes qui sont superposées à des densités élevées à cause de la luminosité de la galaxie, il utilise la technique de *masque flou photographique* qui consiste à isoler les hautes fréquences spatiales en soustrayant une image à sa transformée par défocalisation (Malin 1977).

Au début des années 1980, D. Carter et D. Malin entreprennent une recherche systématique des galaxies à coquilles sur les clichés du Survey SRC/ESO de l’hémisphère sud en IIIaJ, par *examen visuel* des 606 clichés constituant ce survey, sous forme de copies sur plan film lorsqu’elles sont disponibles ou directement les plaques de verre à Siding Spring. Leur travail conduit à la publication d’un catalogue de 137 galaxies à coquilles (Malin et Carter, 1983) qui couvre l’étendue du Survey, soit environ un tiers du ciel, de déclinaison inférieure à -17° .

Notons cependant que l'on connaissait quelques cas de galaxies présentant ce type de structures bien avant les travaux de Malin et Carter. On peut noter par exemple la présence de galaxies à coquilles dans le catalogue de galaxies anormales de Arp (Arp 1966), déjà classées sous la rubrique "*shell galaxies*" (Arp 223, Arp 227=NGC 474, Arp 228=IC 162, Arp 229=NGC 505-508, Arp 230, et Arp 231=IC 1575 par exemple). Mais Malin et Carter sont les premiers à montrer qu'il ne s'agit pas d'un phénomène marginal et sans importance.

D'après leur catalogue, au moins 6 % des galaxies elliptiques sont des galaxies à coquilles, cette valeur passant à 17 % si on ne s'intéresse qu'aux galaxies elliptiques de champ.

Ce catalogue permet déjà d'établir quelques résultats statistiques importants liés à l'environnement de ces galaxies : 47 % sont des galaxies isolées, 31 % appartiennent à des groupes de faible densité (dont 13 % ont des compagnons proches), 18 % à des groupes de 2 à 5 galaxies, et seulement 4 % appartiennent à des groupes denses ou à des amas. Une des explications proposées pour expliquer ce manque de galaxies à coquilles dans les amas, où on rencontre comparativement plus de galaxies elliptiques que dans les groupes à faible densité, est que les coquilles seraient rapidement détruites par les effets de marée engendrés lors de passages proches d'autres membres de l'amas. Nous reviendrons sur ce point en Sect. III.6.

Premières observations et nature de ces coquilles :

En 1981, Quinn et Carter (Quinn, 1982) font des observations spectroscopiques à l'AAT des galaxies à coquilles NGC 3923 et NGC 1344. Malgré la longue intégration (6700 s pour NGC 3923 et 10 000 s pour NGC 1344), l'allure générale du spectre, le redshift et la dispersion des vitesses ne présentent aucune particularité à l'emplacement des coquilles. On n'y observe aucune raie d'émission.

Carter et al (1982) observent la coquille la plus externe de NGC 1344, avec une caméra à comptage en B, V, R, et un photomètre infra-rouge. D'après les indices de couleur de cette coquille, ils concluent que *les coquilles sont de nature stellaire* et ne sont pas le résultat d'une formation récente d'étoiles. La population stellaire est comparable aux types G5-K0.

Ces tout premiers résultats qualitatifs ou très fragmentaires au niveau photométrique vont suffire à alimenter les spéculations théoriques.

I.2 Modèles d'origine externe (fusion avec un compagnon)

A la même époque où Malin et Carter découvraient ces galaxies à coquilles, Peter Quinn était étudiant à l'observatoire du Mt Stromlo (Australie) et travaillait avec Ken Freeman sur la modélisation de collisions de galaxies spirales. P. Quinn commence à étudier l'idée proposée par Schweizer (1980) selon laquelle les coquilles pourraient être le résultat de collisions entre galaxies. Il effectue de nombreuses simulations numériques de collisions radiales d'une galaxie elliptique avec un compagnon-disque, où il fait apparaître des structures tout à fait semblables aux coquilles que l'on observe. Il en déduit un modèle simple de formation inspiré du mécanisme de la relaxation violente (Lynden-Bell 1967) qu'il présente dans sa thèse (Quinn 1982). Les coquilles seraient ainsi des ondes de densité formées par les étoiles d'un compagnon absorbé par la galaxie centrale à la suite d'une collision radiale ou à très faible moment angulaire.

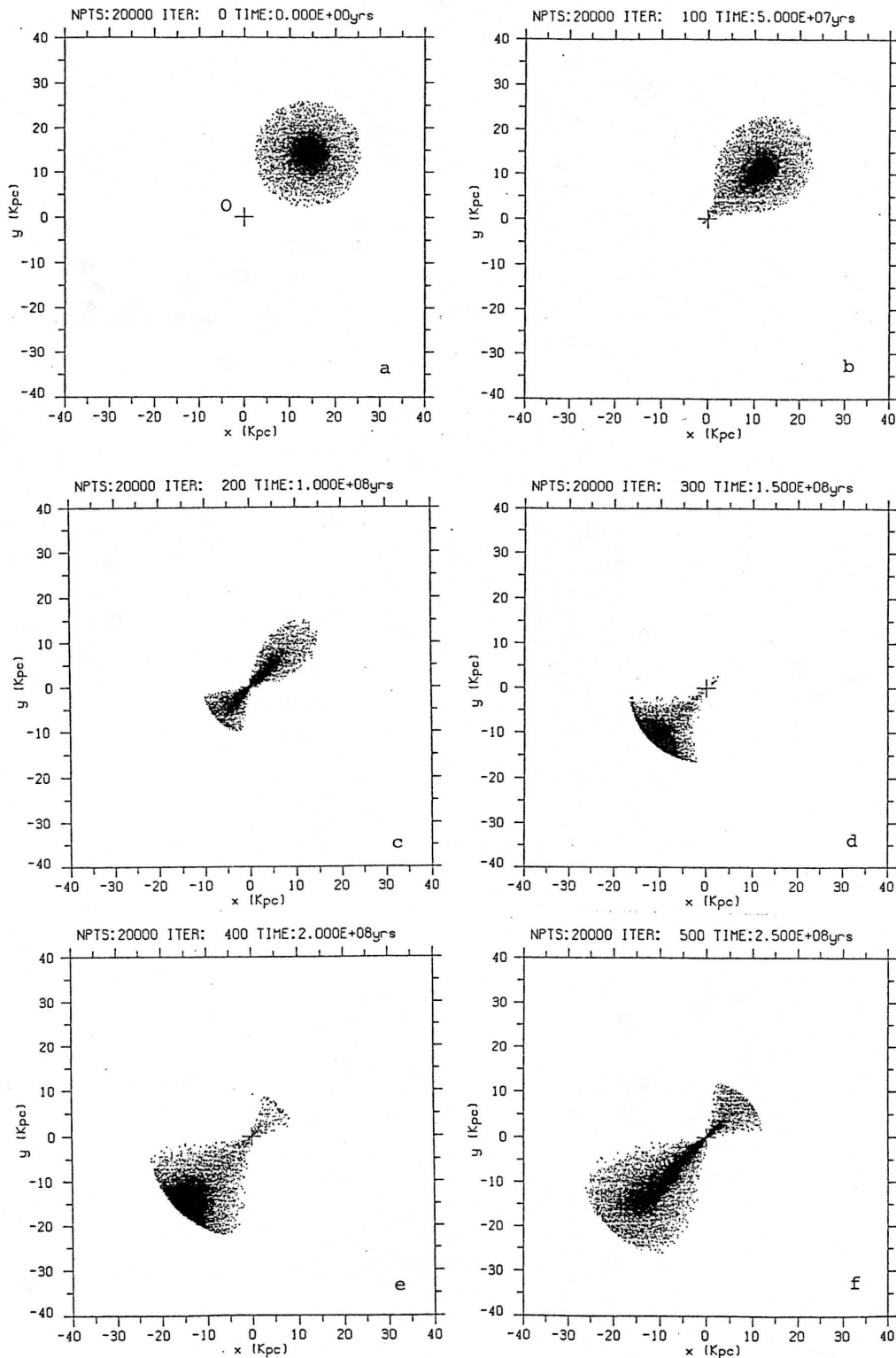


Fig 1a : Evolution des étoiles d'un compagnon sphéroïdal lors d'une collision radiale avec une galaxie sphérique centrée en O. Les étoiles du compagnon oscillent de part et d'autre de O avec des périodes qui augmentent avec la distance apocentrique. Il y a ainsi formation d'ondes de densité qui apparaissent dans les régions internes et se propagent vers l'extérieur: ce sont les *coquilles* (simulations sur le Vax 750 de Toulouse). Les paramètres de ces simulations sont indiqués dans le texte (§I-2).

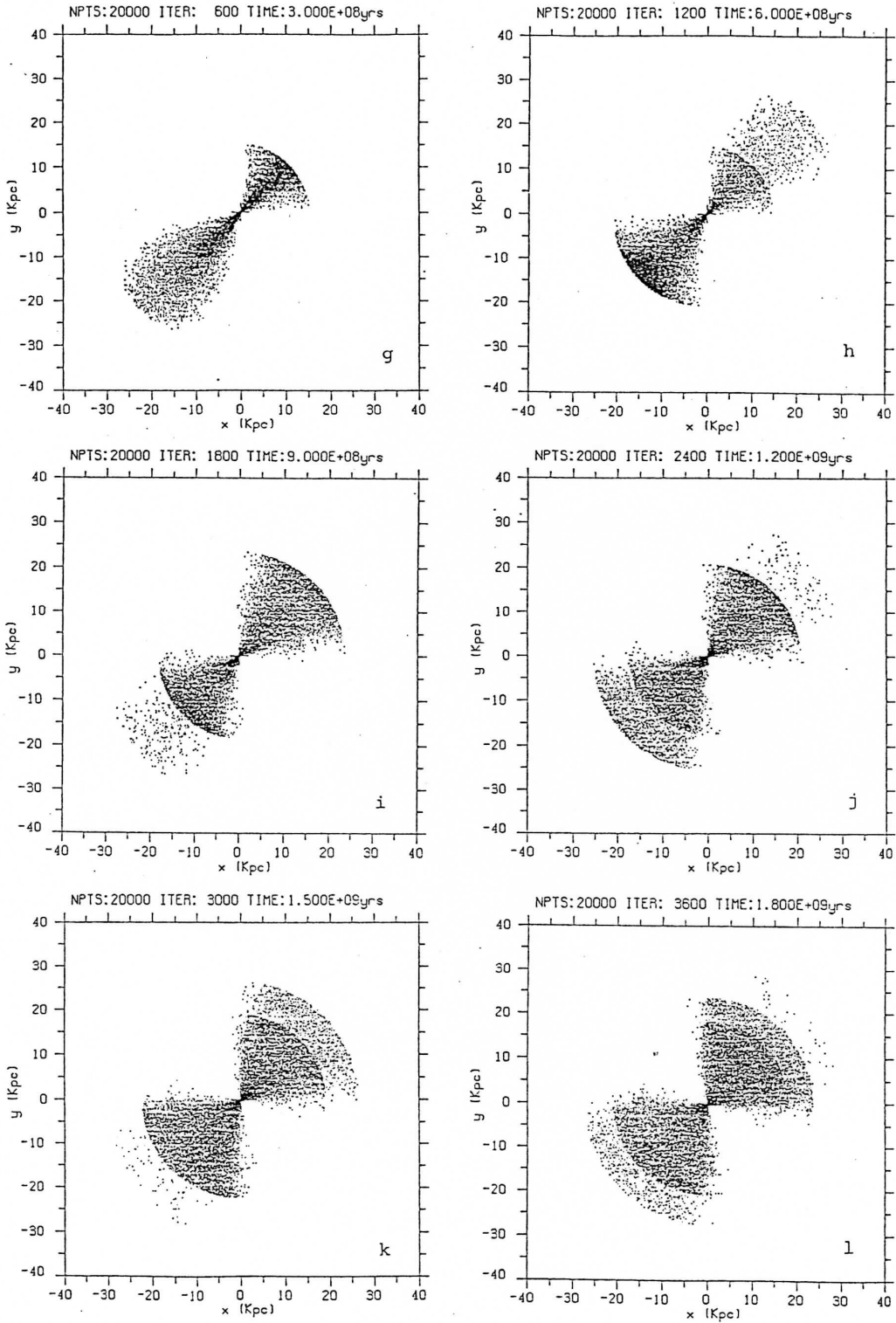


Fig 1b : Suite de la figure 1a.

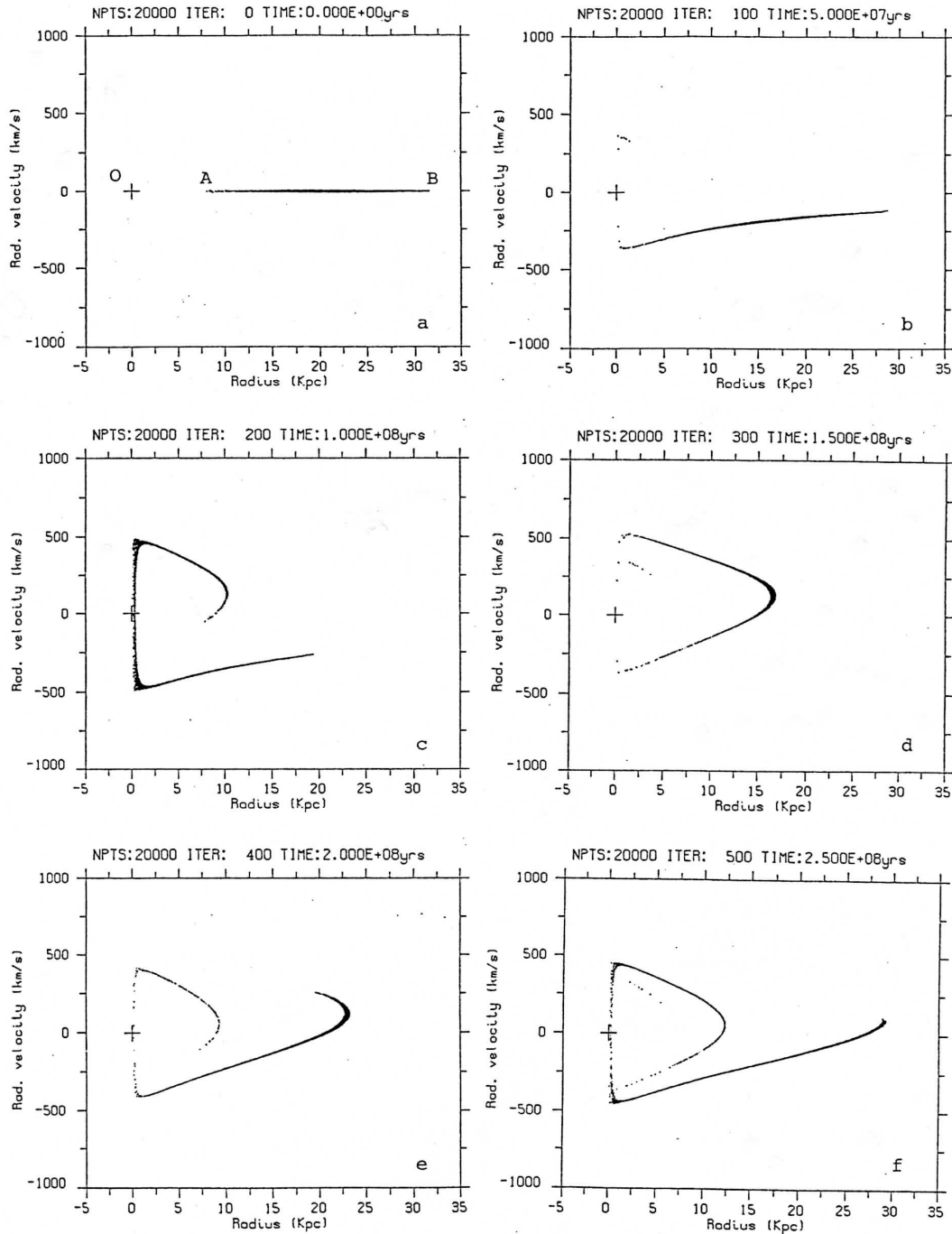


Fig 2a : Représentation dans l'espace des phases (Vitesse radiale en ordonnée, Rayon en abscisse) de la simulation de la figure 1, illustrant le processus de formation des coquilles. Les étoiles de faible énergie (près de A) ont des périodes d'oscillation plus petites que celle situées en B. On assiste alors à un étirement et un enroulement progressif de l'emplacement des étoiles dans l'espace des phases (simulations sur le Vax 750 de Toulouse). Les paramètres de ces simulations sont indiqués dans le texte (§I-2).

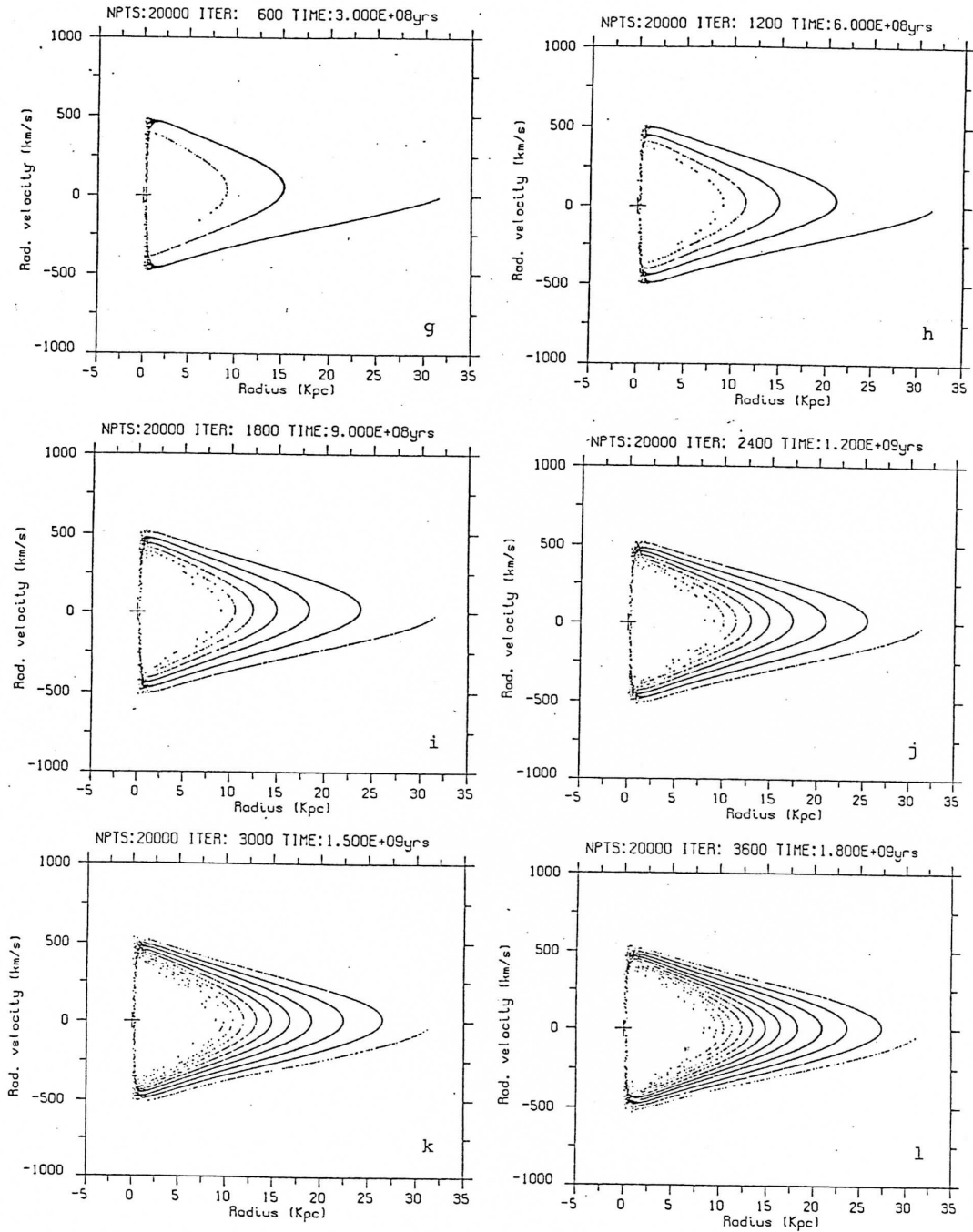


Fig 2b : Suite de la figure 2a.

Pour illustrer de façon qualitative le processus de formation des coquilles dans le modèle de Quinn, nous avons réalisé quelques simulations numériques sur le Vax 750 de l'Observatoire de Toulouse (fig 1-2). Un ensemble de particules simulant une petite galaxie elliptique est placé à l'instant $t=0$ sur une orbite radiale au voisinage d'une galaxie centrée en O, de masse beaucoup plus importante, et dont les étoiles ne sont pas représentées (fig. 1). L'orbite du compagnon est une orbite elliptique à grande ellipticité, et donc toutes les étoiles sont liées au potentiel central, et ne s'échappent pas du système. Une orbite parabolique serait plus réaliste mais aurait l'inconvénient d'amener une perte d'environ la moitié des étoiles du compagnon, sans modifier les résultats de façon qualitative, ainsi que l'a montré Quinn (1982).

Dans un diagramme de l'espace des phases (vitesse-rayon) cet ensemble de particules apparaît donc comme un nuage de points (étalé entre A et B sur la figure 2a), dont l'épaisseur est fonction de la dispersion des vitesses du compagnon, que nous avons prise très petite pour mieux distinguer les coquilles (fig. 2a). A partir de $t=0$, qui est pris comme l'instant où le compagnon est détruit par effet de marée, ces particules vont osciller de part et d'autre de O, avec une période ne dépendant que de leur distance apocentrique (si l'on suppose que les orbites sont radiales), les particules les plus éloignées effectuant leurs oscillations avec des périodes plus longues. Dans l'espace des phases, cela se traduit par un étirement progressif de l'emplacement des particules et par un enroulement autour du centre (fig. 2), d'où le nom "phase wrapping process" donné à ce processus en anglais. La densité de particules n'est pas uniforme le long de ce ruban, le ralentissement des particules au voisinage de leur apocentre provoquant une accumulation en cet endroit. Il y a alors formation d'une onde de densité, que l'on appellera "coquille" dans l'espace réel.

Sur la figure 2, on voit que ces ondes de densité prennent naissance au niveau du point le plus proche du centre O, et se propagent ensuite vers les zones externes, leur nombre augmentant avec le temps. Puisque les coquilles sont formées de part et d'autre du centre, elles apparaîtront "entrelacées" : *si on les classe selon leur distance au centre, deux coquilles successives sont situées dans des secteurs opposés par rapport au centre.* C'est une propriété que les observateurs avaient déjà noté pour quelques exemples, comme NGC 3923, NGC 1344, et NGC 3051 (Malin et Carter, 1983). De plus comme les coquilles sont constituées d'étoiles à leur apocentre, si les étoiles formant la coquille la plus externe à un instant t ont effectué k oscillations, celles de la coquille située de l'autre côté, la plus éloignée du centre ont effectué $k + 1$ oscillations, et ainsi de suite. Le nombre d'oscillations effectuées par les étoiles formant les coquilles en un instant t augmente donc lorsqu'on considère des coquilles de plus en plus proches du centre.

Résumons :

Lorsqu'une galaxie-compagnon percute de plein fouet une galaxie elliptique plus massive, elle est détruite par les forces de marée et ses étoiles oscillent indépendamment les unes des autres dans le puits de potentiel gravitationnel de la galaxie. Lorsque ces étoiles atteignent leur apocentre (élongation maximale dans leur mouvement pendulaire), leur vitesse s'annule, ce qui crée un point d'accumulation : c'est une coquille. En fait, on ne "voit" les étoiles qu'au voisinage immédiat de leur apocentre, sinon elles sont confondues avec les étoiles de la galaxie-hôte. A cause de la dispersion des énergies des étoiles du compagnon, il y a un étalement des distances apocentriques et des périodes. La distribution des coquilles est discrète car, pour un instant donné, seules des positions bien définies, à l'intérieur de cette plage de

distances apocentriques permises, correspondent à un apocentre d'étoiles.

I.2.1 Description analytique :

Les coquilles peuvent être ainsi numérotées de manière absolue, la coquille n° k correspondant à la k^{eme} coquille apparue. C. Dupraz a montré dans sa thèse que les coquilles ne sont pas formées par des particules rigoureusement à leur apocentre mais qu'elles en sont si proches que dans toutes les applications de calcul de distance, la différence est négligeable (Dupraz 1984). Ainsi pour que la coquille n° k existe en un instant donné t , avec un rayon d_k , il est nécessaire qu'il existe des particules de distance apocentrique d_k atteignant leur k^{eme} apocentre à cet instant :

$$\frac{t}{P(d_k)} + \theta_k = k \quad \text{avec } k \text{ entier,} \quad (1)$$

où $P(d_k)$ est la période d'oscillation d'une particule située à la distance apocentrique d_k , et θ_k la phase initiale ($-0.5 \leq \theta_k \leq 0.5$). Par exemple si on suppose que la destruction du compagnon a lieu de façon instantanée lorsque le compagnon passe pour la première fois dans les régions centrales de la galaxie, toutes les étoiles ont pour phase $\theta_k = 0.5$ (qui correspond à une demi-oscillation), et l'étalement en énergie est donné par la dispersion interne des énergies des étoiles du compagnon au moment de sa destruction. Dans le cas général cependant, les étoiles auront des phases initiales différentes, et la distribution des énergies sera modifiée par une destruction étalée dans le temps.

Soient P_{min} et P_{max} les périodes correspondant respectivement aux distances apocentriques minimale et maximale d_{min} et d_{max} , qui sont définies par les limites en énergie totale des particules du système (limites A et B de la figure 2a, en $t = 0$). D'après (1), la coquille n° k apparaît donc à l'instant $t_1 = (k - \theta_{d_{min}}) \times P_{min}$ à la distance minimale d_{min} . Cette onde de densité se propage vers l'extérieur et disparaît lorsqu'elle atteint la distance maximale d_{max} , en $t_2 = (k - \theta_{d_{max}}) \times P_{max}$. Ainsi *les coquilles se forment toutes à la même distance d_{min} du centre, à des intervalles de temps P_{min} réguliers, et disparaissent de même à des intervalles de temps P_{max} à la distance d_{max} .*

Si on suppose que le compagnon est détruit à un rayon petit par rapport au rayon de la coquille la plus extérieure, $\theta_{d_{max}} \approx 0.5$. La valeur de $\theta_{d_{min}}$ n'est pas critique puisque les étoiles des coquilles les plus internes ont effectué un grand nombre d'oscillations, et que l'information relative aux phases initiales est rapidement perdue. Dans la suite nous supposons donc que toutes les phases initiales sont égales à 0.5. On en déduit *la durée de vie* de la k^{eme} coquille :

$$\Delta t(k) = (k - 0.5) \times (P_{max} - P_{min}) \quad (2)$$

Cette durée de vie augmente donc avec k et avec la plage des périodes accessibles aux particules.

Puisqu'il se crée une nouvelle coquille à intervalles réguliers P_{min} , le nombre de coquilles créées à l'instant t est $N_+ = t \times P_{min}^{-1} + 0.5$. De même, le nombre de coquilles qui ont disparu est : $N_- = t \times P_{max}^{-1} - 0.5$. *Le nombre de coquilles visibles à l'instant t est donc :*

$$N(t) = N_+ - N_- = t \times (P_{min}^{-1} - P_{max}^{-1}) \quad (3)$$

Le nombre de coquilles croît avec le temps. Qualitativement et toutes choses étant égales par ailleurs, l'accrétion du compagnon est d'autant plus vieille que l'on trouve un plus grand

nombre de coquilles autour de la galaxie. La formule ci-dessus permet en principe de trouver l'âge du système de coquilles à partir des observations qui donnent N directement et les périodes P_{min} et P_{max} moyennant quelques hypothèses sur le rapport M/L . En fait, on observe souvent des systèmes possédant à la fois des coquilles très proches du centre, et d'autres très éloignées, ce qui conduit à des périodes P_{min} très courtes et à un enroulement de la phase beaucoup trop rapide pour être vraisemblable (cf Sect. IV.2). Les temps obtenus pour l'âge du système, en injectant dans cette formule le nombre de coquilles observées, peuvent être même parfois plus petits que la période d'excursion correspondant aux étoiles des coquilles externes, ce qui bien sûr est incohérent. Nous reviendrons sur ce point en Sect. IV.2.

Précisons maintenant quelques conventions qui seront utilisées par la suite. Les coquilles observées en un instant donné sont numérotées en commençant par la plus extérieure ($n = 1$). Ce numéro n est donc en général plus petit que le numéro k défini précédemment, car un certain nombre de coquilles ont déjà disparu au moment de l'observation. La relation qui lie ces deux nombres est donc :

$$n = k - \tau + 1 \quad (4)$$

où τ le nombre de fois où les étoiles les plus externes ont atteint leur apocentre depuis $t = 0$. Si on le formule différemment, au moment de l'observation $\tau - 1$ coquilles ont déjà disparu en d_{max} . De (1) et (4) on déduit :

$$t = (n + \tau - 1 - \theta_n) \times P(d_n) \quad (5)$$

qui est l'équation de base du modèle de Quinn (1982). On peut éliminer t si l'on applique (5) à deux coquilles n_1 et n_2 :

$$\frac{P(d_{n_1})}{P(d_{n_2})} = \frac{n_2 - 1 + \tau - \theta_{n_2}}{n_1 - 1 + \tau - \theta_{n_1}} \quad (6)$$

A partir des relations (6) on peut donc déduire *la distribution radiale des coquilles* dans diverses formes de potentiel (via la relation période-distance apocentrique) et ensuite les comparer aux observations. C'est en suivant cette démarche que Quinn (1984) en a déduit la présence d'un halo de matière noire autour de NGC 3923, environ 40 fois plus massif que la composante lumineuse. Nous reviendrons plus en détail sur ce sujet en Sect. IV.2.

I.2.2 Exemple d'application : cas képlérien

Considérons un potentiel sphérique képlérien, qui est une bonne approximation de tout potentiel gravitationnel à grande distance. La période d'oscillation radiale d'une orbite de distance apocentrique d_n est alors :

$$P(d_n) = \frac{1}{\sqrt{2}} \int_{-d_n}^{d_n} \frac{dx}{\sqrt{GM(1/x - 1/d_n)}} = \frac{\pi d_n^{3/2}}{\sqrt{2GM}} \quad (7)$$

D'après (5), la condition d'existence de la coquille n devient :

$$t = (n + \tau - 1 - \theta_n) \times \frac{\pi d_n^{3/2}}{\sqrt{2GM}} \quad (8)$$

D'où :

$$d_n = \left(\frac{t \times \sqrt{2GM}}{\pi \times (n + \tau - 1 - \theta_n)} \right)^{2/3} \quad (9)$$

En supposant que θ_n ne dépend pas de n , et pour des systèmes jeunes ($\tau = 1$, i.e. les étoiles constituant la coquille la plus externe en sont à leur première excursion), la distribution des coquilles correspondant au cas képlérien aura donc sensiblement une pente de $-2/3$ dans le plan $[Log(d_n), Log(n)]$. Pour les systèmes plus vieux, la pente sera moins forte (cf Sect. IV.2).

I.2.3 Simulations :

Décrivons brièvement les conditions des simulations de la figure 1. Les observations montrent que la luminosité des coquilles est généralement faible par rapport à celle de la galaxie-hôte (cf Sect. IV.3). On peut donc supposer dans les simulations que l'auto-gravité des étoiles du compagnon est négligeable, et que le potentiel de la galaxie-hôte n'est pas modifié pendant la rencontre (*potentiel rigide*). Dans notre exemple, nous avons modélisé la galaxie-hôte par une sphère isotherme de densité $\rho(r)$:

$$\rho(r) = \frac{\rho_o}{1 + (r/\gamma)^2} \quad \text{pour } r \leq r_\chi, \quad (10)$$

avec $\rho(r > r_\chi) = 0$. Le compagnon est un potentiel de Plummer sphérique :

$$\rho(r) = \frac{1}{[1 + (r/r_c)^2]^{5/2}} \quad \text{pour } r \leq r_t, \quad (11)$$

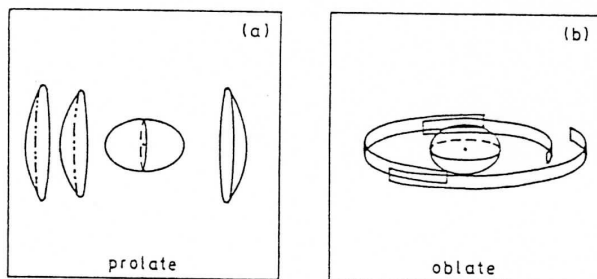
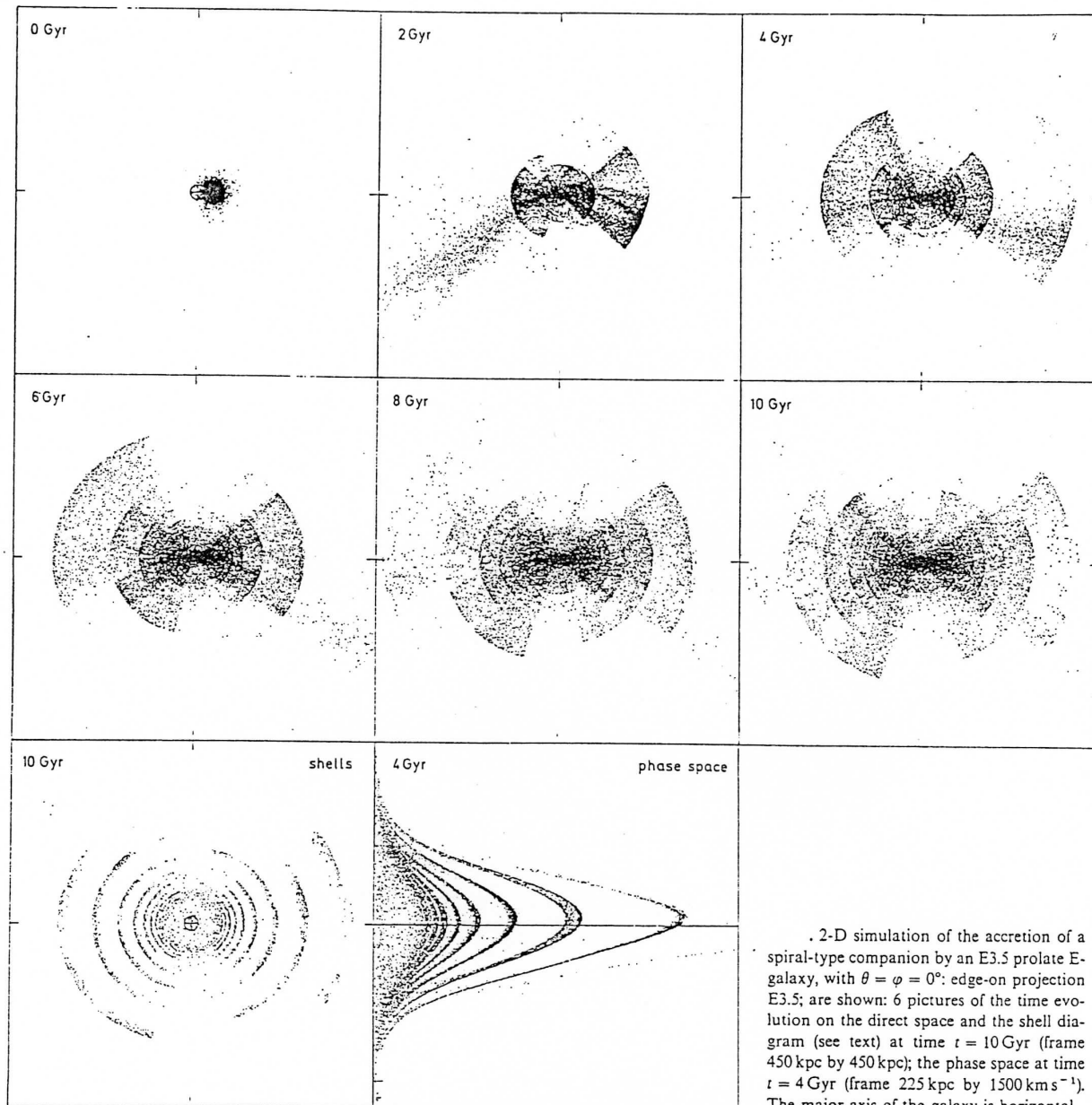
tronqué en r_t . En $t = 0$, les particules du compagnon sont distribuées de façon aléatoire selon la densité ci-dessus en $t = 0$, et les vitesses initiales sont orientées aléatoirement, avec un module correspondant à l'équilibre du Viriel dans un potentiel de Plummer. Le compagnon est lâché sur une orbite elliptique à très grande ellipticité (collision radiale). L'évolution des particules se fait ensuite par un schéma du type "leap-frog" ("saute-mouton", en français). Les positions à l'instant n sont obtenues à partir de celles de l'instant $n - 1$ avec les vitesses de l'instant $n - 1/2$. Les vitesses sont mises à jour à l'instant $n + 1/2$ à partir de celles de l'instant $n - 1/2$ avec les accélérations de l'instant n , et ainsi de suite... Pour calculer les accélérations, on considère pour l'instant considéré la masse $M(r)$ contenue dans la sphère de rayon r :

$$M(r) = 4\pi\rho_o\gamma^3 \left[\frac{r}{\gamma} - \arctg\left(\frac{r}{\gamma}\right) \right] \quad (12)$$

et on en déduit l'accélération centrale :

$$\Gamma(r) = -\frac{GM(r)}{r^2 + \varepsilon^2} \quad (13)$$

en prenant un terme de lissage ε ("*softened gravity*"), pour éviter une singularité lors du passage au centre. Les simulations de Quinn (1982, 1984), Dupraz (1984), Dupraz et Combes (1985, 1986), et Hernquist et Quinn (1988) sont basées sur des hypothèses analogues : potentiel rigide pour la galaxie elliptique, et auto-gravité généralement négligée pour le compagnon.



Sketches of the geometry in space of the shell system surrounding: a a prolate E3.5 E-galaxy; b an oblate E3.5 E-galaxy

Fig 3 : Simulations de Dupraz et Combes (1986). Génération d'un système aligné dans un potentiel biaxial allongé. En bas à gauche, schéma illustrant le lien entre la morphologie du système de coquilles et la forme du potentiel de la galaxie.

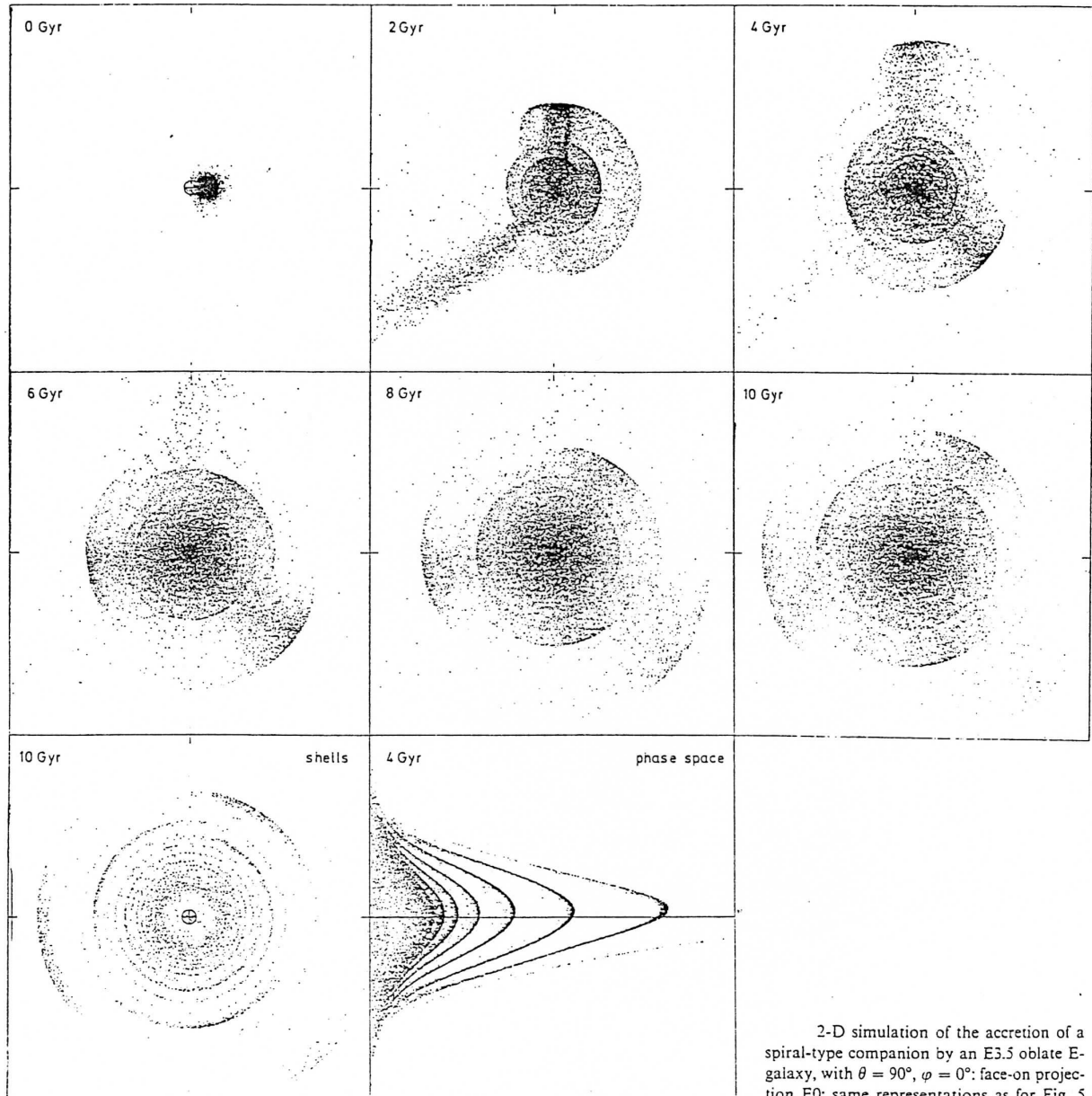


Fig 4 : Simulations de Dupraz et Combes (1986). Formation de coquilles dans un potentiel biaxial aplati, avec les mêmes conditions initiales que la figure 3. Noter que les coquilles ont des angles de position aléatoirement distribués autour de la galaxie.

Quinn a effectué les premières simulations avec un potentiel sphérique de Plummer (Quinn 1982) ou isochrone de Hénon (Quinn 1984) pour la galaxie-hôte. Il montre que la dispersion des vitesses du compagnon doit être faible pour obtenir des coquilles et donc que seul un compagnon de type spiral peut convenir. A partir de simulations basées sur des hypothèses semblables, Dupraz (1984) et Dupraz et Combes (1986) montrent au contraire que l'on peut obtenir des coquilles à partir de compagnons sphéroïdaux. Ils étudient aussi l'influence de la géométrie du potentiel de la galaxie centrale sur la formation des coquilles, en utilisant un potentiel biaxial (allongé ou aplati) et un profil de King (1966). Ils montrent que les systèmes de coquilles alignées ne sont possibles qu'à partir d'un potentiel allongé (fig. 3, 4, et 5), alors que les galaxies aplaties ne conduisent qu'à des systèmes où les coquilles sont réparties tout autour de la galaxie. D'après eux, il se forme plus facilement des coquilles autour de systèmes allongés qu'autour de systèmes aplatis, ce qui serait à l'origine de la faible quantité de galaxies à coquilles parmi les galaxies spirales. Ils donnent des estimations du taux de formation de coquilles, en fonction des conditions initiales : 50 % pour les systèmes allongés, et moins de 10 % pour les systèmes aplatis. Dupraz (1984) a réalisé quelques simulations en tenant compte du potentiel du compagnon et de la friction dynamique, avec la formule de Chandrasekhar (1943). Comme on pouvait s'y attendre, les simulations à trois corps montrent que l'énergie des particules ne se conserve pas de façon individuelle et que la plage d'énergie du système s'élargit par rapport à la plage initiale (cf fig. 6). Cette simple remarque montre que la formation des coquilles ne se fait plus à des intervalles de temps réguliers, puisque P_{min} varie avec le temps, et que la formule (3) de Quinn (1982) d'estimation de l'âge du système n'est pas applicable sans précautions.

Avec de nouvelles simulations, Hernquist et Quinn (1988) étudient de nombreuses configurations pour la galaxie centrale (galaxie spirale, elliptique sphérique ou biaxiale, avec plusieurs types de profils) et pour le compagnon (sphéroïde ou disque). Ils concluent que la forme tridimensionnelle du potentiel ne peut pas être déduite de la morphologie du système de coquilles (fig. 7). Ces conclusions sont donc en contradiction avec celles de Dupraz et Combes (1986). Ils pensent que les paramètres de la collision (position, direction et vitesse initiales) ont autant sinon plus d'importance que la forme du potentiel de la galaxie centrale, et ils obtiennent des systèmes de coquilles alignées dans pratiquement toutes les configurations, même celles qui étaient "interdites" selon Dupraz et Combes, comme par exemple la formation d'un système aligné lors d'une rencontre d'un compagnon avec une galaxie spirale (cf fig. 8 et 9).

- Origine du désaccord entre Hernquist et Quinn (1988) et Dupraz et Combes (1986)

A présent l'origine exacte de ce désaccord n'est pas connue. Il semble cependant qu'il soit dû aux hypothèses différentes faites soit pour la géométrie, soit pour le profil de densité de la galaxie centrale.

Dupraz et Combes ont choisi un potentiel à ellipticité constante, alors que Hernquist et Quinn ont considéré un certain nombre de modèles où l'ellipticité des équipotentielles tend rapidement vers zéro lorsqu'on s'éloigne du centre, car, selon eux, ce genre de modèles rend mieux compte des ellipticités observées pour les équidensités (cf Sect. IV.3). La géométrie des modèles utilisés par Hernquist et Quinn nous semble plus réaliste (cf Sect. IV.1). Dupraz et Combes ont refait des simulations avec différents profils d'ellipticité en fonction du rayon, sans noter de différence notable sur les résultats (Dupraz et Combes 1988, communication privée). D'après eux, *ce ne sont pas les régions externes de la galaxie qui déterminent la*

géométrie du système de coquilles, mais plutôt la forme en trois dimensions des régions centrales de la galaxie, là où les orbites du compagnon sont défléchies. Ils justifieraient ainsi a posteriori leur choix d'un potentiel à ellipticité constante.

En ce qui concerne la densité de la galaxie-hôte, Dupraz et Combes ont utilisé un profil de King dans toutes leurs simulations, alors que Hernquist et Quinn ont examiné l'influence de différents profils, dont un qui s'apparente à une loi de de Vaucouleurs. De ce point de vue, les simulations de Hernquist et Quinn paraissent plus complètes, et tiennent compte de la présence éventuelle de halos massifs.

Si les galaxies elliptiques sont entourées par des halos de matière noire de masse importante, la géométrie du potentiel total doit être fortement influencée par celle du halo. Or jusqu'à présent on ne connaît pas la forme de ces halos¹ : il est donc difficile de trancher. Cependant, d'après les courbes de rotation des spirales, ces halos ne deviennent dominants qu'aux grands rayons. Ainsi donc, si l'analyse de Dupraz et Combes est correcte, et si seules les régions centrales ont un rôle dominant, la présence de halos ne devrait pas avoir d'influence sur la géométrie des systèmes de coquilles.

Ainsi pour conclure, d'après les simulations il semble bien que la forme du potentiel joue un rôle dans la morphologie des systèmes de coquilles, dans le même sens que l'affirment Dupraz et Combes, avec un certain effet de "focalisation" le long du grand axe des potentiels allongés et au voisinage du plan équatorial des potentiels aplatis. On voit bien cet effet même dans les simulations de Hernquist et Quinn, lorsqu'ils utilisent des potentiels elliptiques qui ne tendent pas vers une géométrie sphérique pour de grands rayons (cf fig. 8 et 9). Par contre, le problème réel est de savoir si cet effet de "focalisation" est aussi *déterminant* que les simulations de Dupraz et Combes le laissent supposer, ou si d'autres paramètres de la collision peuvent jouer un rôle plus déterminant, comme le proposent Hernquist et Quinn (1988). Les simulations de ces derniers auteurs conduisent en effet à des systèmes de coquilles alignées (ou qui paraissent alignées en projection) dans pratiquement toutes les configurations possibles, ce qui va à l'encontre des conclusions de Dupraz et Combes. Nous verrons en Sect. III.2 que les observations semblent donner raison à Dupraz et Combes.

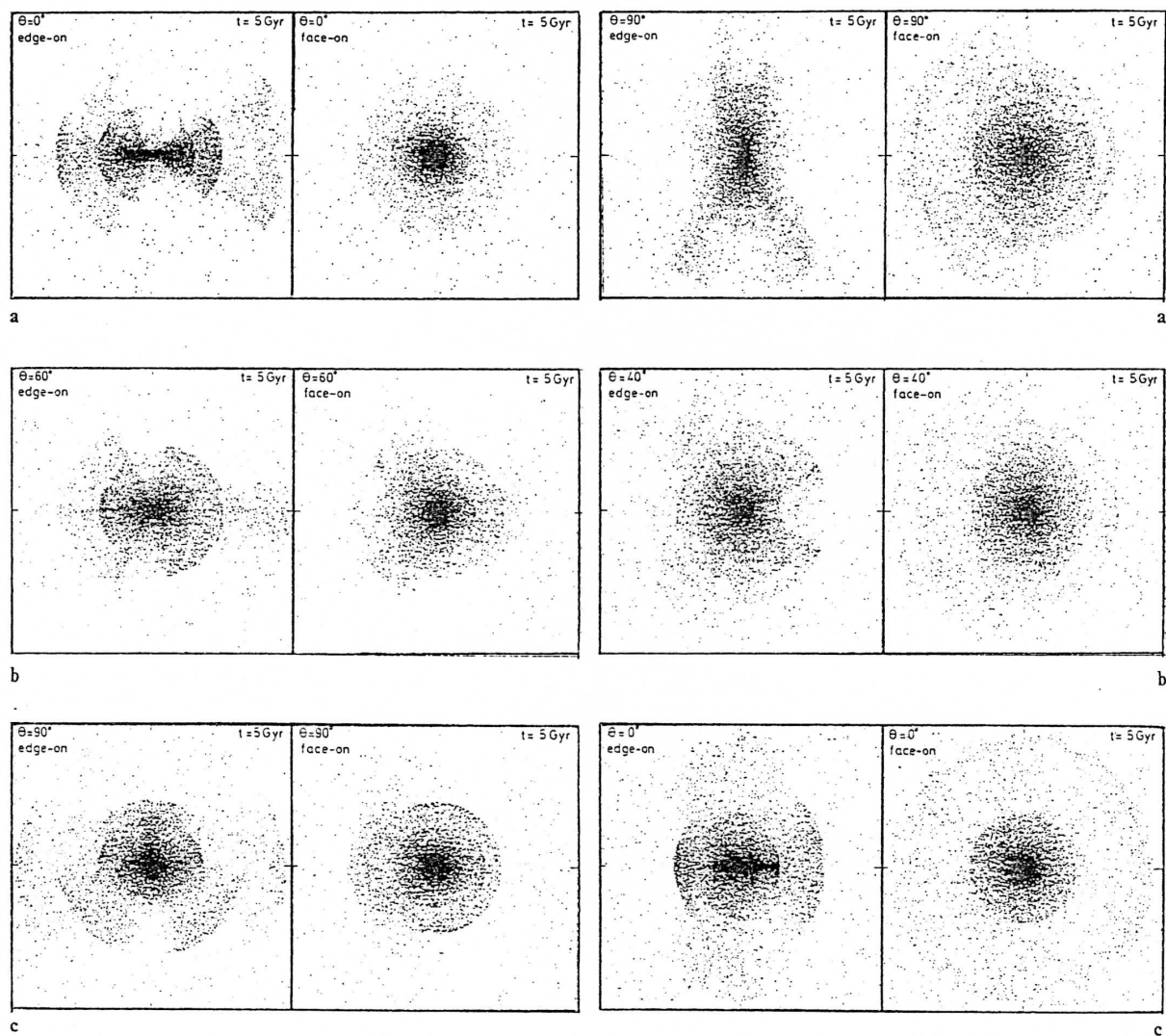
I.2.4 Rencontres non radiales :

Les collisions radiales décrites ci-dessus ne sont qu'un cas particulier de rencontres entre galaxies. Le cas le plus général inclut des rencontres avec un moment angulaire non-négligeable.

Dans un certain nombre de simulations de rencontres à grand paramètre d'impact avec un compagnon disque, Quinn (1982, 1984) fait apparaître des structures s'apparentant aux coquilles. Lorsque le compagnon passe dans le voisinage immédiat de la galaxie massive, il perd une partie (ou la totalité) de ces étoiles par effet de marée qui peuvent ensuite être capturées par la galaxie pour former des structures complexes, ou s'échapper sous forme de grandes queues qui se dispersent ensuite dans le milieu intergalactique (comme lors des simulations radiales, où environ la moitié du matériau est dispersé dans l'espace).

Le processus de formation de coquilles est différent de celui que nous avons décrit précédemment pour les rencontres radiales. Les coquilles sont dans ce cas des zones de plus grande densité dûes principalement à des effets de projection dans l'espace réel et non plus dans l'espace des phases. Il peut bien sûr y avoir aussi une combinaison des deux...

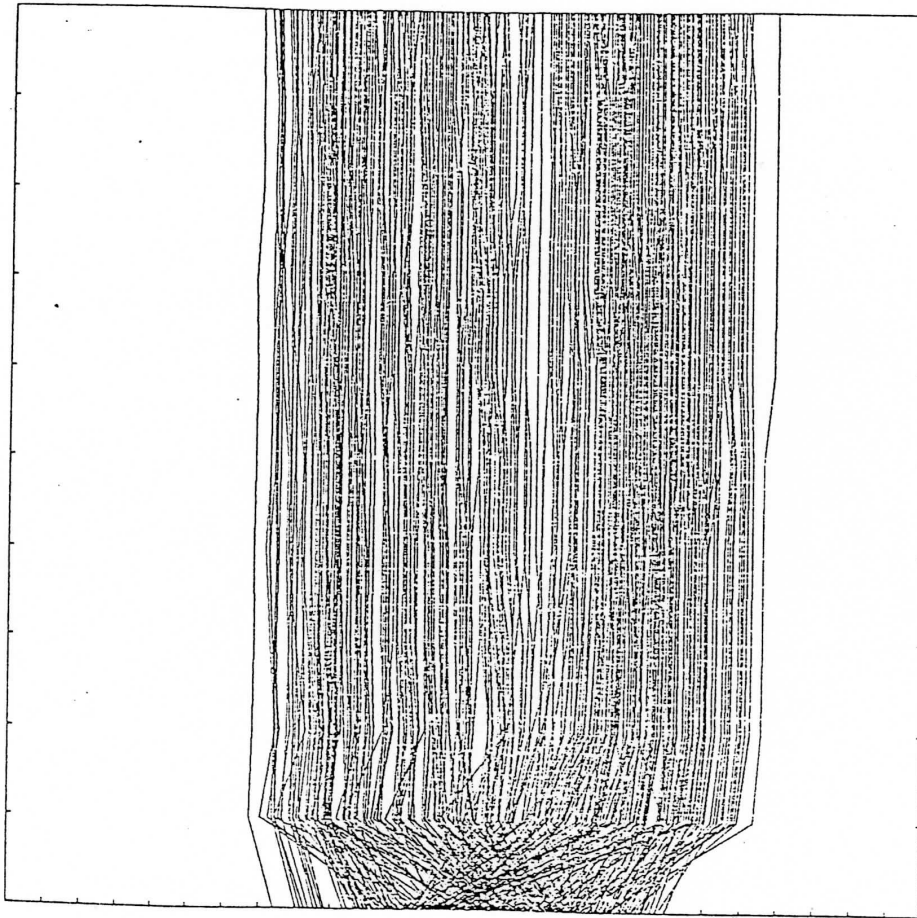
¹ On doit cependant noter que la cinématique des anneaux polaires autour des galaxies lenticulaires (Whitmore et al 1987) suggère une forme sphérique pour ces halos.



Accretion of an elliptical-type companion by a prolate E3.5 E-galaxy, for the following values of the impact angle: a 0° , b 60° , c 90° ; the edge-on (E3.5) and face-on (E0) projections are shown for each simulation; in the edge-on projection, the major axis of the E-galaxy is horizontal; the frame is 450 kpc by 450 kpc

Same as Fig. except that the E-galaxy is oblate; the impact angles are: a 90° , b 40° , c 0° ; in the edge-on projection (E3.5), the major axis of the E-galaxy is vertical

Fig 5 : Simulations de Dupraz et Combes (1986). Etude de l'influence des directions d'impact dans deux configurations : galaxie-hôte allongée à gauche, et aplatie à droite.



évolution temporelle de l'énergie de 300 particules, correspondant à une simulation présentée sur la figure III-14 : $d = 0$ kpc , $\mu = 0.5$; en abscisse, l'énergie des particules (unité arbitraire) ; en ordonnée, le temps : $0 \rightarrow t \rightarrow 2 \cdot 10^9$ ans ; entre $t = 0$ et $t = 2 \cdot 10^8$ ans, le potentiel du compagnon accompagne les particules \rightarrow élargissement de la plage d'énergie des particules ; pour $t > 4 \cdot 10^8$ ans, le potentiel est immobilisé au centre de la galaxie \rightarrow l'énergie des particules se conserve (potentiel total indépendant du temps).

Fig 6 : Simulations de Dupraz (1984). Evolution temporelle de l'énergie des particules lors d'une rencontre où l'on tient compte de la présence du compagnon et d'un freinage par friction dynamique. L'existence d'un potentiel variable avec le temps conduit ici à un élargissement du domaine en énergie de l'ensemble du système.

Quinn (1982, 1984) écarte néanmoins ce type de collisions comme processus de formation de coquilles car elles conduisent à des structures se croisant ou se chevauchant, qui d'après lui ne ressemblent pas aux coquilles observées par Malin et Carter. Dans leur dernier article, Hernquist and Quinn (1988) reviennent un peu sur ce point de vue et présentent quelques simulations de collision à grand paramètre d'impact où, en ajustant les conditions initiales, ils obtiennent des systèmes où peu de coquilles se croisent. Ils présentent aussi des simulations de formation de coquilles par "transfert de matière" où le compagnon perd une partie seulement de ses étoiles, sans être détruit après la collision (fig. 10). Un autre type intéressant de formation de "coquilles complètes" est un phénomène de génération d'ondes circulaires dans une galaxie spirale, excitées après un passage au voisinage d'une galaxie massive. Cependant le résultat s'apparente peu aux coquilles observées jusqu'à présent (fig. 11).

Huang et Stewart (1987) ont réalisé des simulations de coquilles à partir de rencontres non radiales entre un potentiel rigide et un compagnon disque. La galaxie centrale est aplatie (oblate) avec une ellipticité constante pour les équipotentielles, et tourne autour de son petit axe. Les auteurs obtiennent comme Hernquist et Quinn (1988) des structures irrégulières et enchevêtrées. Ils examinent une certaine plage de variation des paramètres des collisions et reconnaissent que le pourcentage des résultats qui s'apparentent à des coquilles est très faible.

Parmi les objections qui vont à l'encontre des collisions non radiales, on peut citer :

- les structures obtenues dans les simulations de rencontres non-radiales ne sont pas vraiment tridimensionnelles, et ne sont bien visibles qu'au voisinage de la direction perpendiculaire au plan de l'orbite du compagnon.

- les courbures des arcs formés sont en général très différentes, ce qui conduit à des chevauchements et intersections qui ne sont pas souvent observées. Il n'est pas encore apparu de cas d'intersections nettes de coquilles au cours de notre étude.

- d'après les simulations, le taux de formation de coquilles s'apparentant à celles que l'on observe est très faible, et on s'attend à observer tout une gamme de situations intermédiaires, dont des structures en X qui semblent assez robustes (cf Hernquist et Quinn 1988). Ces structures en X sont causées par la précession des orbites des étoiles du compagnon dans les potentiels non sphériques, mais à notre connaissance, n'ont pas été observées jusqu'à présent.

Il faut cependant noter que les coquilles que l'on observe sont souvent à la limite de nos capacités de détection, et que les "structures secondaires" produites par les rencontres non radiales sont généralement diffuses et plus difficiles à détecter. Ainsi on ne peut pas considérer comme une objection incontournable la non-observation des "structures secondaires". Hernquist et Quinn ont même suggéré que l'apparence "box-shaped" de certaines galaxies elliptiques (cf fig. 30) serait dûe à la contribution des débris d'une configuration en X.

D'après les simulations, il semble aussi qu'il soit assez difficile de former des structures s'apparentant aux coquilles au cours de rencontres non-radiales, et que lorsque ces structures apparaissent, elles ont une durée de vie beaucoup plus courte que les coquilles formées lors de collisions radiales. Une étude basée sur des simulations qui explorerait au mieux le domaine de variation des paramètres de collision serait nécessaire pour fournir des résultats quantitatifs (mais serait très coûteuse en temps de calcul...).

Si l'on admet que les coquilles peuvent avoir pour origine des collisions radiales, il est pourtant difficile d'écarter les cas de collisions non-radiales qui statistiquement semblent beaucoup plus probables.

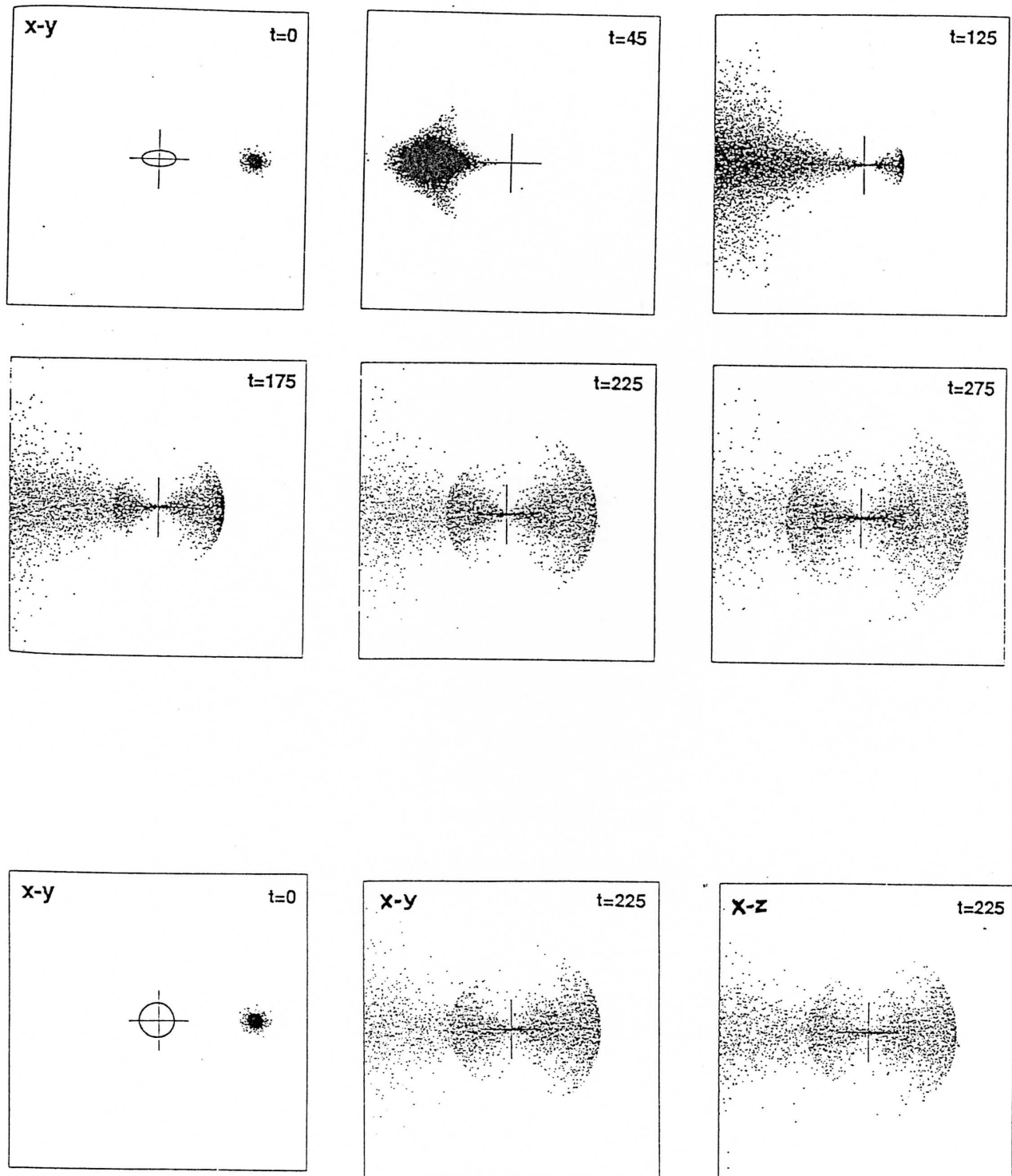


Fig 7 : Simulations de Hernquist et Quinn (1988). Formation de coquilles dans un potentiel allongé en haut, et aplati en bas. Remarquer que la morphologie du système de coquilles est la même dans les deux cas, et ne dépend pas de la forme du potentiel de la galaxie-hôte.

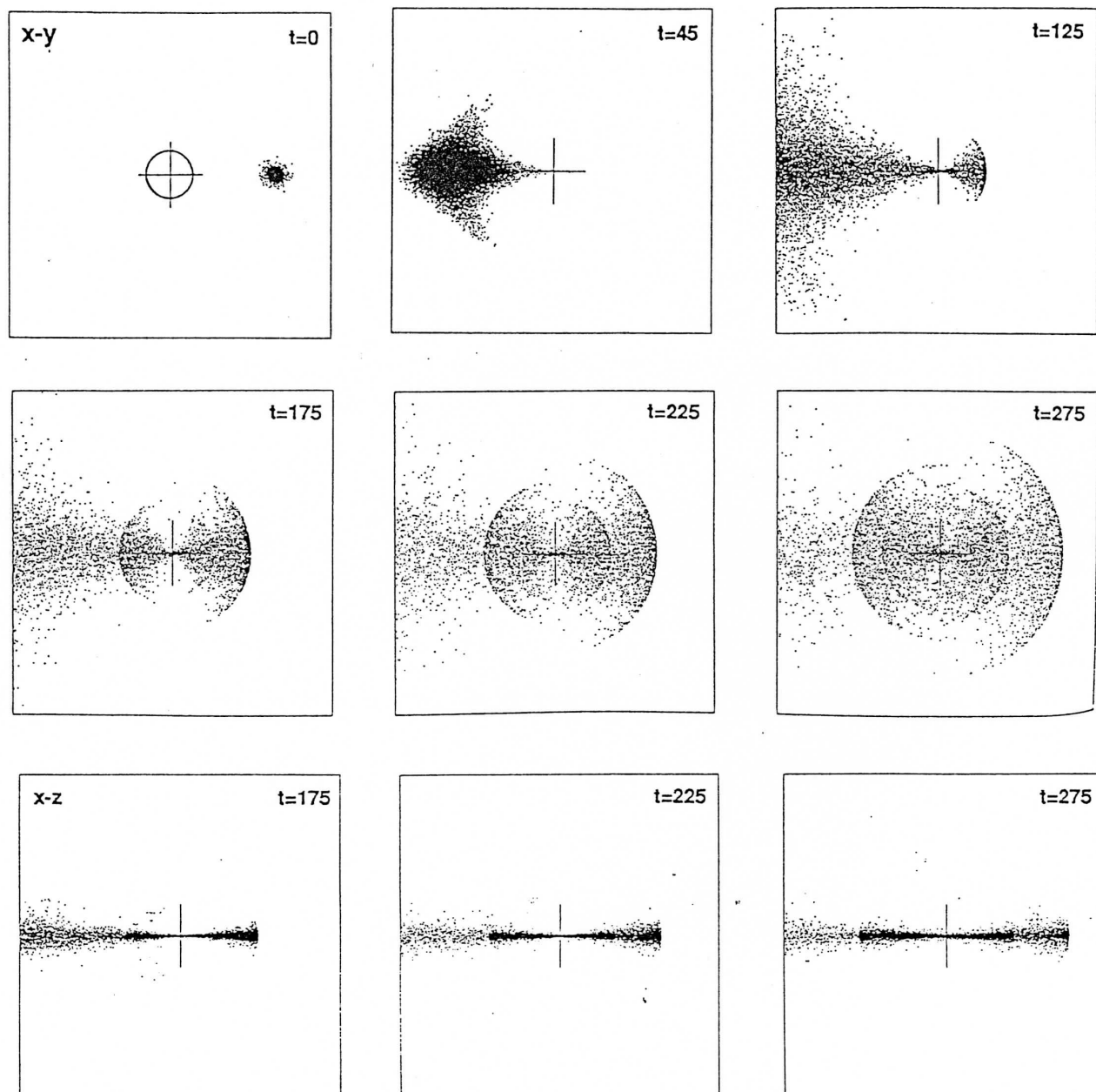


Fig 8 : Simulations de Hernquist et Quinn (1988). Formation de coquilles autour d'une galaxie spirale, dans le plan du disque. On peut noter que malgré leur grande extension angulaire, les coquilles demeurent alignées avec l'axe de la collision (comparer avec Fig 4).

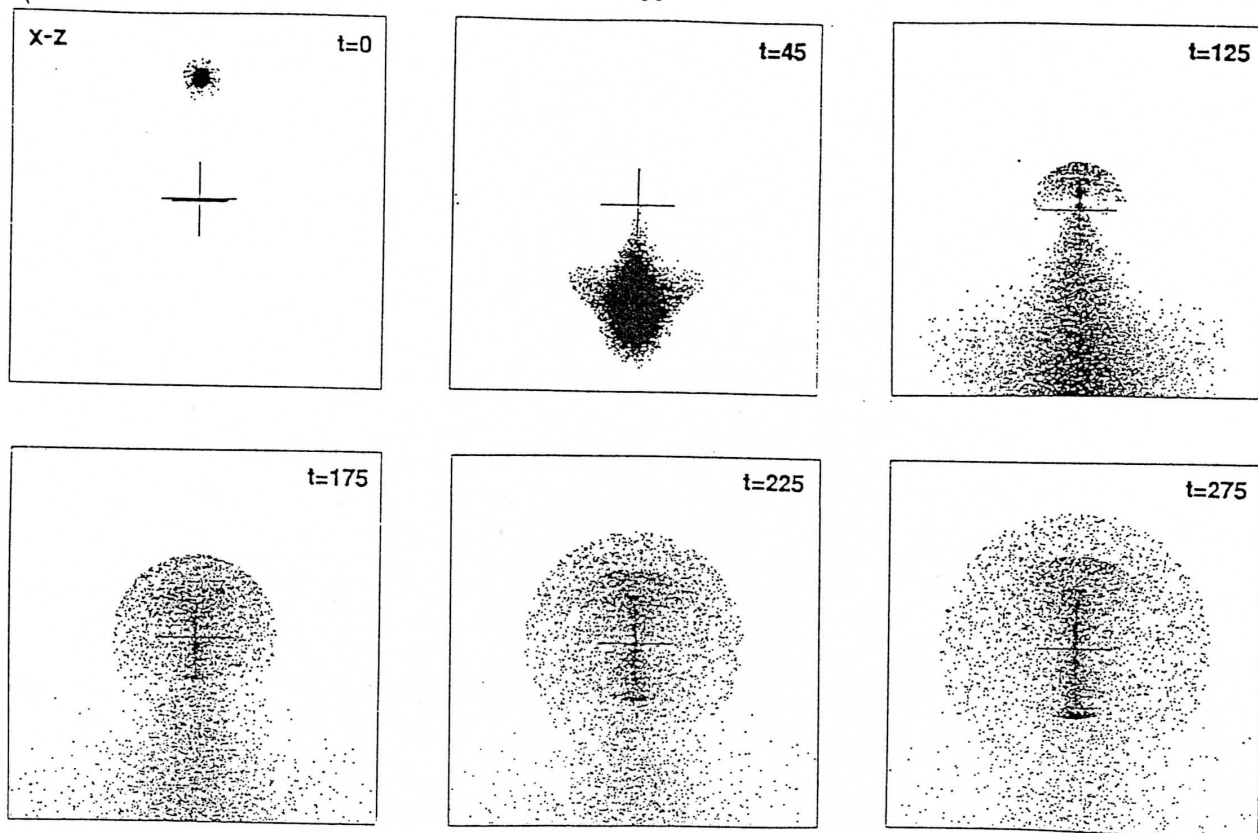


Fig 9 : Simulations de Hernquist et Quinn (1988). Formation de coquilles lors d'une rencontre d'une galaxie disque avec un compagnon sphéroïdal.

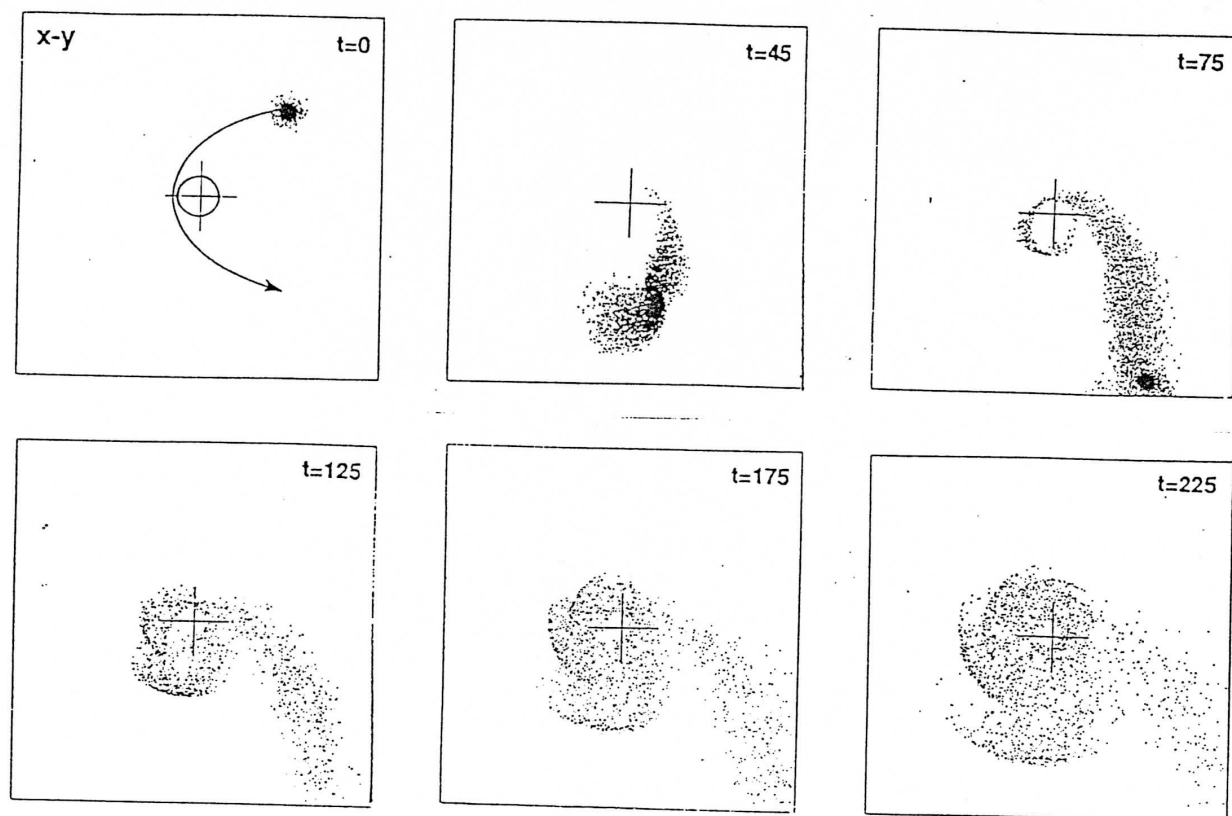


Fig 10 : Simulations de Hernquist et Quinn (1988). Etude d'une collision non radiale avec transfert de matière.

D’après Quinn (1984), le grand nombre de systèmes de coquilles résultant de collisions radiales pourrait avoir une origine liée à la formation de l’univers. Le moment angulaire caractéristique acquis par des paires de galaxies dûes au couple exercé par les systèmes voisins par effet de marée, peu après la formation de l’Univers, serait très faible d’après les études théoriques de Efstathiou et Jones (1979). Cette petite valeur du moment angulaire conduirait ainsi à un biais favorisant les rencontres radiales, comme l’ont confirmé Aarseth et Fall (1980) à partir d’études de fusions de galaxies. Pour des systèmes binaires ayant des distances initiales de l’ordre de 100 kpc, on s’attendrait ainsi à une distance minimale d’approche inférieure à 5 kpc, en supposant que les galaxies se comportent comme des masses ponctuelles, ce qui serait parfaitement en accord avec les conditions des simulations “radiales”. Quinn (1984) conclut que l’observation de systèmes de coquilles résultant principalement de collisions radiales pourrait ainsi être un argument de plus en faveur d’une faible valeur du moment angulaire initial.

I.3 Modèles d’origine interne

I.3.1 Fabian et al (1979)

La première explication proposée pour expliquer l’origine des coquilles a été de Fabian et al (1979). Pour eux l’origine des coquilles serait interne et associée à l’existence de vents galactiques dans les elliptiques. Les coquilles seraient des régions de formation stellaire, dans un vent galactique de matière éjectée par des supernovae, subissant une onde de choc. Sous sa forme initiale, cette hypothèse fut rapidement écartée car elle prévoyait des couleurs beaucoup plus bleues que celles observées par Carter et al (1982) pour NGC 1344. La notion de vents galactiques d’origine stellaire avait été proposée par Mathews et Baker (1971) comme solution possible au problème de la non-détection de gaz dans les galaxies elliptiques. Les modèles d’évolution stellaire prévoient un enrichissement du milieu interstellaire en gaz rejeté par les étoiles de l’ordre de 0.1 à 1 M_{\odot} /an pour l’ensemble de la galaxie, ce qui implique qu’une masse d’environ $10^{10}M_{\odot}$ devrait s’être accumulée depuis la formation des galaxies. Or les surveys *HI* (par ex. Knapp et al 1985, et références citées) ont montré que pour la plupart des galaxies elliptiques et lenticulaires $M_{HI} \leq 10^5 M_{\odot}$. Les observations spectroscopiques en optique conduisent à des estimations du même ordre pour le gaz ionisé : $M_{HII} \leq 10^5 M_{\odot}$ (Phillips et al 1986). Pour résoudre ce paradoxe, Mathews et Baker (1971) avaient montré que l’énergie dégagée par les supernovae était suffisante pour maintenir le gaz produit par l’évolution stellaire à haute température ($10^5 - 10^7$ ° K) et pour entretenir un vent assez puissant pour le chasser et le disperser dans le milieu intergalactique. C’est donc dans ce contexte que Fabian et al (1979) avaient proposé leur scénario de formation de coquilles. La découverte récente par les satellites d’observation en X de la présence de gaz très chaud, en quantité importante ($M \approx 10^9 - 10^{10} M_{\odot}$) dans de nombreuses galaxies elliptiques et lenticulaires a remis en question l’existence de ces vents galactiques (voir par exemple Forman et al 1985, et références citées). Actuellement on pense que le gaz produit par l’évolution stellaire est bien chauffé par les supernovae, mais qu’il reste lié à la galaxie, pour former ces halos très étendus que l’on observe en X. Dans les amas de galaxies, ces halos pourraient être dispersés par effet de marée, ou par balayage par la pression du gaz intra-amas, et contribuer ainsi à la formation de la composante diffuse intra-amas.

I.3.2 Williams et Christiansen (1985)

Pour rendre compte des couleurs observées par Carter et al (1982), le modèle ébauché par Fabian et al (1979) a été revu par Williams et Christiansen (1985). Selon eux la formation des étoiles constituant les coquilles est beaucoup plus ancienne et a eu lieu peu après la formation de la galaxie. Une onde de détonation apparaît dans le noyau lors d'une phase active, de la matière est violemment éjectée et s'étend dans le reste de la galaxie en balayant le gaz du milieu interstellaire. Selon les auteurs, l'activité du noyau peu de temps après la formation de la galaxie est justifiée par l'observation des quasars lointains, et l'énergie dégagée est suffisante pour expliquer une éjection importante de matière, de l'ordre de 10^8 à $10^9 M_{\odot}$. Il se forme ainsi une coquille géante semblable à celle des supernovae. La matière constituant cette coquille est maintenue à haute température tant que dure la phase active du noyau. Lorsque cette activité cesse, le gaz se refroidit et la vitesse du son dans ce milieu décroît. Quand elle devient inférieure à la vitesse d'expansion du vent, il se crée une onde de choc. Le gaz est alors fortement comprimé, ce qui induit une brève période de formation stellaire par un mécanisme de type instabilité de Jeans. Ces étoiles se forment donc avec des conditions initiales semblables, et décrivent ensuite des orbites à faible moment angulaire, d'où formation d'une "coquille" au niveau de l'apocentre. Pour expliquer la présence de coquilles multiples les auteurs font intervenir plusieurs générations d'étoiles. Parmi les premières étoiles formées, des étoiles massives de type O-B réchauffent le gaz qui se découple des étoiles et poursuit sa phase d'expansion. Il se refroidit ensuite et donne naissance à une nouvelle génération d'étoiles, etc. Pour engendrer plusieurs coquilles, il faut supposer que le gaz ne va pas être trop dispersé par les vents stellaires des étoiles massives nouvellement formées, et que la coquille de gaz continuera son expansion. Il s'agit d'une hypothèse difficile à soutenir, surtout lorsqu'on doit expliquer la formation successive d'un grand nombre de coquilles qui observationnellement présentent des bords très nets. Une autre difficulté est liée à la *stabilité* de chaque coquille prise individuellement. Il n'est pas évident que des étoiles formées avec des conditions initiales homogènes, mais aussi avec une certaine dispersion des vitesses, ne soient pas dispersées pendant une durée de l'ordre du temps de Hubble, qui représente plusieurs centaines voire plusieurs milliers d'oscillations, par divers phénomènes, comme la précession des orbites par exemple. Il semble ainsi très difficile d'expliquer le bord très net de certaines coquilles.

Ce modèle prédit l'existence d'un *gradient de couleurs*. Mais les auteurs n'ont pas une idée claire sur le sens du gradient, plus bleu vers l'extérieur ou l'inverse, selon que la coquille de gaz a une vitesse respectivement supérieure à celle des étoiles formées ou l'inverse, et pensent que les deux sens sont possibles. Cela traduit bien la difficulté des auteurs à former plusieurs coquilles avec leur modèle, puisque pour cela il est nécessaire de supposer un découplage des coquilles de gaz et d'étoiles. Il faut noter cependant que la formation des coquilles a lieu dans les premiers milliards d'années après la formation de la galaxie, et que de toute façon les gradients de couleurs attendus seraient très faibles.

I.3.3 Bertschinger (1985)

D'autres modèles ont été proposés en faisant intervenir le matériau primordial. Dans le scénario classique de formation de galaxies à partir d'instabilités gravitationnelles dues à des fluctuations de densité dans l'univers primordial, le matériau lié s'effondre pour former une

galaxie (voir par exemple Gunn et Gott 1972). Au cours de ce processus une certaine fraction du matériau ne participe pas directement à la formation de la galaxie, mais demeure au voisinage, et peut être ensuite accrété par la galaxie pour contribuer ainsi à la formation de halos de matière noire (Gunn 1977). En développant cette idée, Bertschinger (1985) a proposé un modèle de formation des coquilles par retombée secondaire de matériau primordial sur les galaxies déjà formées. Selon l’auteur, cette accrétion serait très étalée dans le temps et pourrait même se poursuivre aujourd’hui. Une des particularités de cette accrétion serait que le matériau, supposé sans collision, s’effondrerait vers le centre de la galaxie en suivant des orbites semblables (“*similarity solution*”). Ce modèle s’apparente au modèle de Quinn en ce sens qu’il suppose un apport de matière provenant des zones périphériques de la galaxie qui s’effondre ensuite radialement vers le centre. Il y aurait ainsi génération de “*caustiques*”, ou ondes de densités au voisinage de l’apocentre des particules. Plusieurs points ne sont pas clairs, notamment la génération d’étoiles à partir de ce matériau. L’hypothèse d’une “retombée secondaire” est proposée comme moyen de former des halos de *matière noire* autour des galaxies, alors pourquoi soudain engendrerait-elle des étoiles lorsqu’on en a besoin ? Les hypothèses selon lesquelles le matériau est supposé sans dispersion interne et sans collisions, qui sont à la base de la formation des caustiques, sont aussi très discutables. Enfin, les coquilles formées dans son modèle simplifié sont sphériques et entourent totalement la galaxie. Il n’est pas évident que l’extrapolation de ce modèle à des cas non sphériques puisse conduire à des systèmes de coquilles alignées du type de NGC 3923 par exemple.

I.3.4 Umenura et Ikeuchi (1987)

Umenura et Ikeuchi (1987) ont proposé un modèle où ils associent vents galactiques et retombée secondaire, ou plutôt “accrétion de gaz primordial intergalactique”. Lorsque le vent galactique s’établit peu après la formation de la galaxie, il repousse la matière intergalactique primordiale qui s’effondrait vers le centre. Il engendre ainsi une mince coquille qui donne naissance à des étoiles, par instabilité gravitationnelle. Cette population s’étant formée dans des conditions homogènes va osciller sur des orbites à faible moment angulaire, et former des coquilles, comme dans le modèle de Williams et Christiansen (1985). Le processus peut se reproduire plusieurs fois. Le vent galactique continue à souffler à travers cette coquille d’étoiles et repousse un peu plus loin le gaz intergalactique en train d’être accrété au-delà, jusqu’à ce que la compression de la coquille gazeuse qui se forme soit suffisante pour engendrer par instabilité gravitationnelle une nouvelle génération d’étoiles, etc. Ce scénario conduit ainsi à des systèmes de plusieurs coquilles de façon beaucoup plus naturelle que celui de Williams et Christiansen (1985). Il prévoit *un gradient de couleurs en fonction du rayon*, les coquilles externes étant les plus bleues. Ce modèle a cependant les mêmes difficultés que celui de Williams et Christiansen au niveau de la stabilité des coquilles dans le temps, pour une durée de l’ordre du temps de Hubble, et on s’attend aussi à observer des coquilles sphériques, entourant complètement la galaxie, ce qui n’est pratiquement jamais observé. Il présente une faiblesse nouvelle car il prédit que la distribution radiale des coquilles est *quasi-aléatoire*. Les auteurs considèrent que l’écartement inter-coquilles croissant avec la distance, observé pour NGC 3923 par exemple, n’est que “*pure coïncidence*”. Comme nous le verrons en Sect. IV.2, cette coïncidence semble se généraliser...

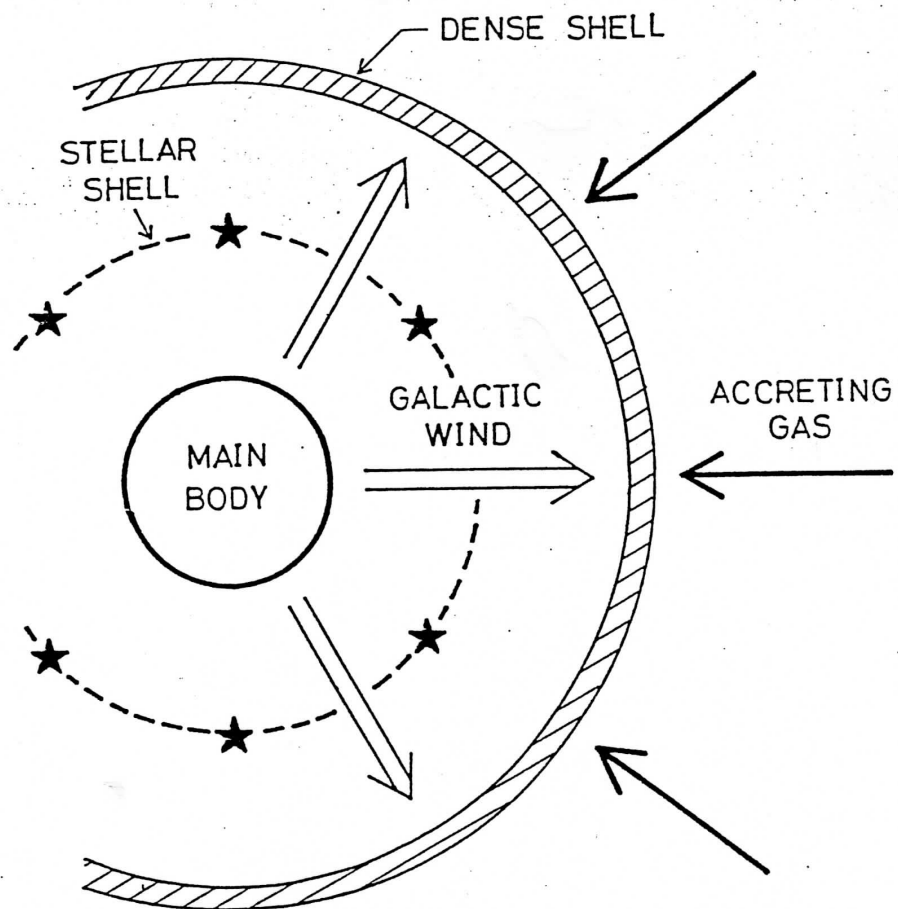


Fig 12 : Illustration du modèle de Umenura et Ikeuchi (1987). Un vent galactique balaie le matériau primordial qui s'effondrait sur la galaxie et forme de minces coquilles gazeuses. Ces coquilles s'étendent vers l'extérieur et par instabilité de type de Jeans donnent naissance à des coquilles d'étoiles.

I.3.5 Kundt et Krause (1985)

Faisant preuve d'une imagination très audacieuse, Kundt et Krause (1985) ont proposé un modèle dans lequel les coquilles seraient de nature gazeuse. Ces structures seraient *des filaments de plasma confinés dans des tubes de force du champ magnétique des galaxies* (sur lequel il faut admettre que l'on connaît fort peu de choses). On trouve de nombreux faits observationnels qui vont à l'encontre d'un tel modèle (couleurs attendues très bleues, profils des coquilles symétriques très étroits non observées, entrelacement non expliqué, etc). Mais un des plus sérieux est peut-être que les spectres obtenus jusqu'à présent ne présentent aucune singularité à l'emplacement des coquilles, et notamment on n'y observe pas de raies d'émission. Quinn (1982) l'avait déjà montré pour NGC 1344 et NGC 3923. Et ces observations ont été confirmées récemment par Bosma et al (1985) et Pence (1986) sur d'autres objets.

I.3.6 Lowenstein et al (1987)

Tous les modèles précédents d'origine interne ne permettent pas d'expliquer *l'entrelacement* des coquilles dont nous avons déjà parlé en Sect. I.2. C'est cette propriété qui a incité Lowenstein et al (1987) à proposer un nouveau modèle dérivé des précédents mais qui tient compte de la présence de gaz très chaud en grande quantité dans les galaxies elliptiques et lenticulaires. Ces auteurs supposent qu'un sursaut relativement récent (quelques 10^9 ans), et de grandeur relativement modeste ($10^{49} - 10^{51} J$) a eu lieu dans ce gaz, à la suite d'une instabilité thermique, près du centre, causé par une réactivation du noyau. On sait que ce gaz a un temps de refroidissement très court, de l'ordre de 10^8 ans et qu'il est chauffé par une source de chaleur extérieure, vraisemblablement par les supernovae. Selon les auteurs, un tel événement est vraisemblable, car un gaz très chaud et peu dense est propice à toutes sortes d'instabilités. La perturbation induite par ce sursaut se propage ensuite rapidement vers l'extérieur et induit une formation importante d'étoiles ($M \approx 10^9 M_{\odot}$) à l'intérieur de ce milieu de gaz très chaud, sur une échelle de temps très courte ($10^8 - 10^9$ ans). Les caractéristiques dans l'espace des phases d'une telle population d'étoiles permettent un enroulement de la phase et conduisent à un processus de génération de coquilles en tous points semblables à celui proposé par Quinn (1982), que nous avons décrit dans le paragraphe précédent. Le point-clé de ce modèle est l'hypothèse de *formation d'étoiles à partir d'un milieu de gaz très chaud*, à la suite d'une perturbation, ce qui malheureusement est très mal connu. Dans ce processus rien ne s'oppose à la formation de coquilles actuellement ou dans un passé proche. On devrait donc observer des systèmes de coquilles *très jeunes*, avec un spectre très différent de celui de la galaxie-hôte elliptique ou lenticulaire. Jusqu'à présent les observations spectroscopiques n'ont rien révélé de semblable.

Chapitre II

Observations et traitement des données

II.1 Les observations

Malgré la grande diversité des modèles proposés que nous venons de passer rapidement en revue, très peu d'observations avaient été publiées sur ce sujet lorsque j'ai commencé mon travail de thèse. Il y avait donc un déséquilibre très prononcé avec les efforts théoriques, qui a motivé ma décision de travailler sur ce sujet. J'ai donc tenté d'obtenir des observations de bonne qualité pour en tirer ensuite le maximum de données physiques. Comme tous les observateurs, je me suis parfois heurté aux refus des commissions d'allocation de temps de télescope et aux aléas du mauvais temps. J'ai eu cependant la chance de pouvoir observer avec de nombreux télescopes, dont l'AAT qui n'est normalement pas ouvert aux français.

L'observation photométrique des coquilles est difficile. Ce n'est donc pas un hasard si la plupart des coquilles sont restées inaperçues jusqu'au début des années 1980, et si peu d'observations ont été faites depuis. Ainsi que nous l'avons mentionné dans l'introduction, les premières observations CCD de galaxies à coquilles ont été faites en 1982 au CFHT par B. Fort, D. Carter, et L. Vigroux et j'ai participé au dépouillement de ces observations (Fort et al 1986). Avant ces observations, une seule mesure photométrique avait été faite par Carter et al (1982) avec une caméra à comptage, et un photomètre infra-rouge sur la coquille externe de NGC 1344 qui est suffisamment éloignée de la galaxie pour que l'on puisse négliger le fond dû à la galaxie. Depuis, en dehors de ce travail, un seul autre article traitant de photométrie multicolore des coquilles de NGC 474 est paru (Schombert et Wallin 1987). On peut toutefois remarquer que ces auteurs n'ont mesuré que les coquilles externes de NGC 474 pour s'affranchir aussi des problèmes de soustraction de la galaxie sous-jacente et qu'ils n'ont pas tenté la photométrie des coquilles internes, ce qui leur interdit un bilan de masse.

L'essentiel des observations que j'ai faites en imagerie l'ont été avec des caméras CCD. Les composants électroniques "CCD" (*Charge Coupled Device*, ou "dispositifs à transfert de charge") ont des propriétés étonnantes, qui les ont fait adopter très rapidement dans tous les observatoires du monde entier (et ils sont même aujourd'hui utilisés par certains astronomes amateurs !). Ils ont un bon rendement quantique, une grande dynamique, une très bonne linéarité, un bruit de lecture faible et ne présentent pas d'aberration géométrique. Ces qualités les rendent particulièrement adaptés à l'observation des structures de faible luminosité, parfois superposées à un fond très brillant comme le sont les coquilles internes. Une des rares faiblesses des CCD est leur petit format. Pour augmenter la taille du champ on doit utiliser des réducteurs focaux, ce qui limite alors la résolution spatiale que l'on peut donc atteindre.

Cette contrainte est sérieuse pour la détection des coquilles qui, bien qu'étendues, ne sont détectables que par leur discontinuité, ce qui nécessite un échantillonnage d'au moins quelques pixels par seconde d'arc. Pour les galaxies proches il faut donc se résoudre à fractionner les observations en plusieurs champs. Pour NGC 3923 et NGC 1344 qui sont très étendues, j'ai utilisé à la fois des plaques photographiques pour les régions externes et une mosaïque de clichés CCD pour les régions internes. L'expérience m'a montré que ce que l'on voulait atteindre était à la limite des possibilités actuelles et que les petits et moyens télescopes ne pouvaient être utilisés que pour les objets les plus brillants.

II.1.1 Les observations au Pic du Midi

J'ai obtenu 4 missions d'observation avec le télescope de 2 mètres (T2M), équipé du réducteur focal de Nicolas Mauron (rapport final F/2.5) et d'une caméra CCD RCA à composant aminci ou Thomson avec un composant épais. Au cours de la première mission (14-24 septembre 1985), des problèmes de flexion au niveau de la bonnette et du réducteur focal associés à un vignettage très important ont rendu impossible une correction satisfaisante des images par *flat field* (plage de lumière uniforme). Les images résultantes avaient un fond de ciel non uniforme et n'ont pas pu être utilisées pour la détection des coquilles externes. C'était la première fois que le réducteur était utilisé dans cette configuration F/2.5. Lors de la mission suivante (11-18 Février 1986), des modifications avaient été apportées, ce qui a conduit à de bons résultats pour la plupart des clichés. Malheureusement le temps n'a pas été très favorable avec seulement une nuit et demi de temps clair sur les 9 accordées. La troisième mission (Octobre 1986) a été assurée par Roser Pello Descayre et Guy Mathez lors de mon séjour en Australie. Les clichés obtenus sont bons (cf photo 1 et 2) mais le temps n'a malheureusement pas été très beau. La dernière mission a eu lieu du 21 au 29 Février 1987. Des problèmes d'informatique ont réduit le rendement de cette mission, mais les clichés obtenus ont un fond de ciel bien uniforme.

Ces observations faites au Pic du Midi ont été utilisées pour l'étude approfondie des galaxies à coquilles connues dans l'hémisphère nord, en complément des observations faites au CFHT (voir Sect. IV).

II.1.2 Observations à l'AAT (3.90 m, Australie)

Dans le cadre de notre projet d'observation du catalogue de Malin et Carter (collaboration avec D. Carter, D. Malin, B. Sparks, et A. Wilkinson, cf Sect. III), nous avons obtenu 3 missions de photométrie CCD au foyer primaire, et 2 missions en spectroscopie au foyer Cassegrain. J'ai observé à deux reprises en Juillet 1986 et en Février 1987. Le temps fut très beau en Février mais par contre déplorable en Juillet (il neigeait !). Ce sont les observations faites à l'AAT qui ont fourni la plus grande partie des clichés étudiés en Sect. III pour l'étude statistique du catalogue de Malin et Carter, et je me sens finalement très redevable à mes collègues australiens et britanniques d'avoir bien voulu attribuer un temps appréciable de télescope de 4 m pour un programme de fond comme celui-là, ce qui n'aurait pas été possible en France.

II.1.3 Observations au télescope de 1 m de Siding Spring (Australie)

Ce télescope était l'instrument principal de l'observatoire de Siding Spring avant la construction de l'AAT. Il faut admettre qu'avec son foyer le plus ouvert à seulement F/8, ce télescope n'était pas très bien adapté à notre programme. Cependant il était très bien équipé avec une nouvelle caméra CCD GEC traitée dans l'U.V., commandée par un μ Vax (avec lecteur de bandes 6250 bpi, visualisation couleur, 2 consoles, etc). J'ai observé, lors de deux missions, les objets les plus brillants du catalogue, en R principalement, en faisant des séries de poses longues que j'ai ensuite comprimées par un facteur 2 et compositées. Un des atouts de ce télescope pour mes observations était cependant le champ plus grand qu'au foyer primaire de l'AAT et aussi bien sûr la plus grande disponibilité de cet instrument, au demeurant très souple à utiliser (très bon pointage, et guidage sans correction pendant plus de 30 mn). Pendant mes deux missions (du 02 au 09 Septembre 1986 et du 28 Décembre 1986 au 4 Janvier 1987) j'ai observé seul, sans collègue ni opérateur.

Les observations faites avec ce télescope ont servi de complément aux clichés pris à l'AAT pour les objets étendus et brillants de l'hémisphère sud figurant dans notre programme d'étude statistique, et permis de préciser certains paramètres photométriques de galaxies.

II.1.4 Observations au CFHT (3.6 m, Hawaii)

Les premières observations des galaxies à coquilles avec une caméra CCD ont été effectuées au CFHT en Avril 1983 (Fort et al 1986). Une autre mission a eu lieu du 24 au 26 Octobre 1987 pendant laquelle j'ai observé au foyer primaire avec une caméra à CCD mince RCA. Le but de cette seconde mission était d'obtenir la photométrie de deux arcs lumineux dans les amas CL 2244 et A 370 et d'étudier l'environnement des objets très bleus de Butcher-Oemler dans les amas lointains (cf Sect. III.3). B. Fort et G. Soucail ont aimablement accepté de me céder une partie de ce temps d'observation, lorsque leurs amas n'étaient plus visibles. J'ai eu la chance d'avoir deux nuits photométriques avec une très bonne qualité des images (parfois même 0.70" de FWHM, alors que l'échantillonnage était de 0.11 ou 0.21"/pixel). Ces clichés ont été utilisés principalement pour l'étude photométrique approfondie de quelques galaxies à coquilles (cf Sect. IV et photos 3, 4, 7 et 8). La qualité des images de ces nuits au CFHT fut bien sûr un atout considérable pour une détection profonde des coquilles.

II.1.5 Observations au 3.60 m de l'ESO

Pendant des périodes techniques d'EFOSC (*ESO Faint Object Spectrograph and Camera*), S. D'Odorico a aussi accepté de prendre quelques clichés de NGC 3923 qui se sont révélés de grande qualité (cf Prieur 1987, 1988). Ils ont contribué à établir, trop tard pour moi, qu'EFOSC était finalement bien adapté à ce type de programme (à F/2.7). Je regrette d'autant plus de ne pas avoir obtenu de temps sur ce télescope, via le comité des programmes qui considérait qu'EFOSC était mal adapté à la photométrie d'objets étendus. Ceci a été compensé par le temps obtenu à l'AAT.

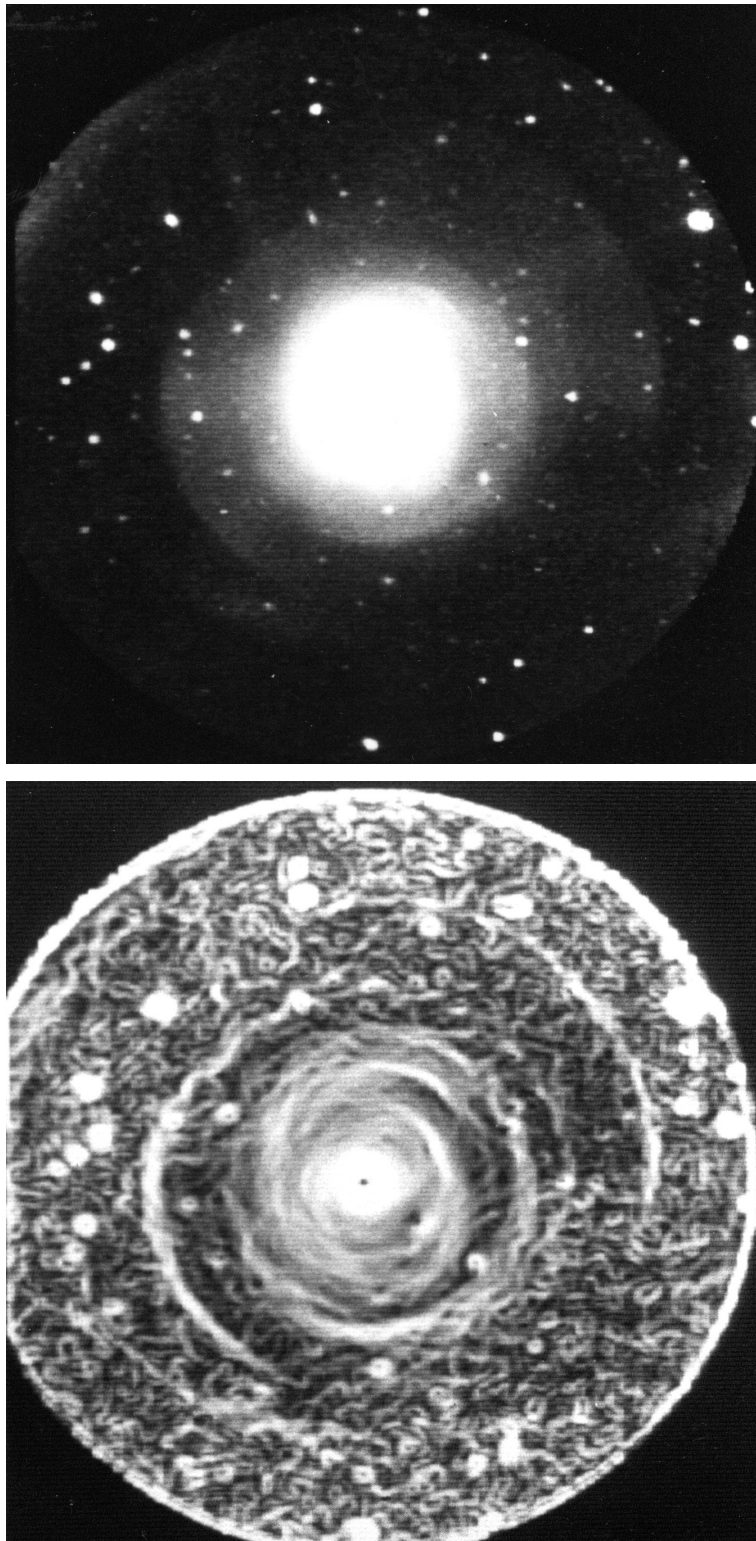


FIG. II.1 – Cliché CCD de NGC 474 (Pic du Midi). En haut, cliché en R non traité. En bas gradient isotrope (cf Sect. II.2.4). Le bord du champ est limité par le diaphragme circulaire de 6.6' de diamètre placé au foyer du télescope de 2 mètres (pour l'orientation et l'échelle se reporter à la figure 47).

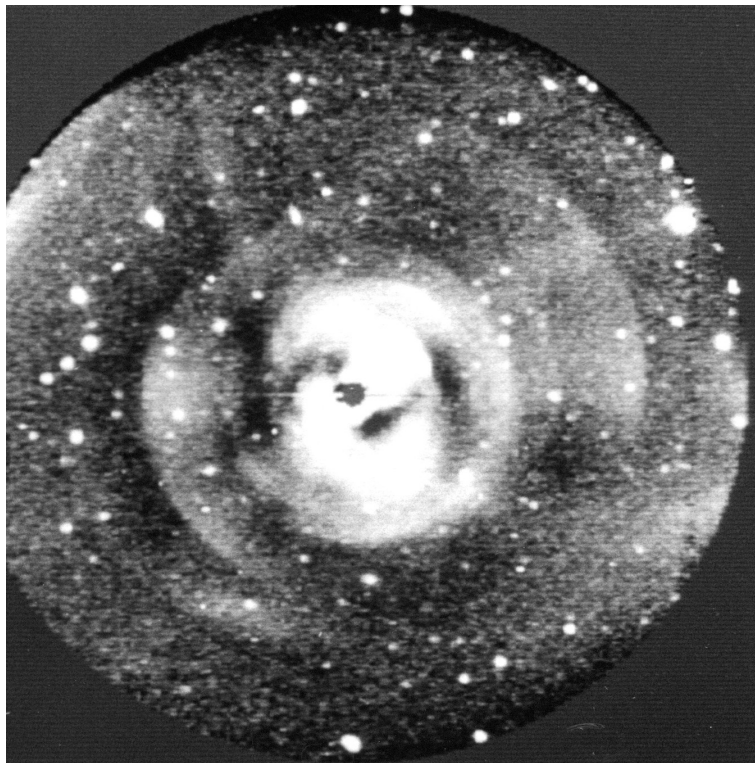


FIG. II.2 – Cliché CCD de NGC 474 (Pic du Midi). Un modèle simple de la galaxie a été soustrait pour mieux distinguer les coquilles (cf Sect. II.2). Les deux zones brillantes visibles sur les bords du champ sont réelles et correspondent à 2 coquilles externes.

II.1.6 Observations au radiotélescope de PARKES (63 m, Australie)

En Novembre 1986, j'ai observé des régions particulières de notre galaxie et le Grand Nuage de Magellan en 21 cm. J'en ai profité pour pointer NGC 3923 et confirmer la limite supérieure en HI que Bottinelli et al (1973) avait obtenue avec l'antenne de Nançay (cf Prieur 1988).

Pour notre programme d'étude statistique, Wilkinson et al (1987a) ont effectué un survey radio d'une partie du catalogue de Malin et Carter au Very Large Array (VLA).

II.1.7 Bilan des observations

Ce programme représente 60 nuits de télescope environ, dont près de 20 nuits de grand télescope de la taille de 3.6-3.9 mètres (essentiellement AAT). Compte tenu des aléas météorologiques, ou de problèmes techniques (principalement au T2M du Pic du Midi), le rendement fut seulement d'environ 40 %. Ceci représente quand même une quantité de données considérables puisque nous avons obtenu des clichés CCD en plusieurs couleurs pour plus de 120 galaxies à coquilles, et des spectres d'une centaine de ces objets. Nous espérons terminer le survey CCD du catalogue de Malin et Carter l'année prochaine à l'AAT ou à l'ESO. Nous avons besoin d'un tel ensemble de données homogènes pour pouvoir en déduire des paramètres statistiques sur des bases solides. De ce point de vue, je dois souligner que sans le soutien de mes collègues anglo-australiens, je n'aurais pas réussi à mener à bien ce programme avec les seuls télescopes accessibles aux français.

II.2 Traitement des données

Le traitement des données présente la plus longue étape dans le processus complet qui part de la préparation d'une demande de temps d'observation pour aboutir (parfois !) à la rédaction d'un article.

Du fait de la faible luminosité des coquilles, le traitement des clichés joue un rôle essentiel. Après une phase de définition des mesures à effectuer (détection, géométrie, profils, photométrie, etc) et de la méthodologie, une partie importante de mon travail fut consacrée à la mise au point du logiciel nécessaire à ce traitement. J'ai donc dû approfondir mes connaissances en informatique acquises à l'ENSAE (Sup'Aéro). J'ai utilisé au maximum les programmes existants, en les modifiant pour mes applications, mais j'ai dû le plus souvent les créer de toutes pièces. L'efficacité de l'extraction de paramètres physiques à partir de données astronomiques dépend de façon cruciale de l'environnement informatique (matériel et logiciel) auquel on a accès, et ce d'autant plus que le rapport signal sur bruit devient très faible. J'ai eu la chance pendant cette thèse de pouvoir effectuer une grande partie de mon travail à l'étranger, dans des laboratoires mieux équipés que l'Observatoire de Toulouse en matière informatique. Ces séjours m'ont aussi beaucoup apporté sur le plan des méthodes, sur la manière de structurer les programmes, et l'utilisation de puissantes bibliothèques scientifiques. L'appendice 1 décrit plus en détail la partie purement informatique de ce travail de thèse avec une brève description des programmes. Je me bornerai donc à présenter ici ce qui faisait la spécificité de ce travail.

Mesurer les indices de couleurs des coquilles est une tâche délicate. Les coquilles ont une luminosité de surface extrêmement faible : magnitude de l'ordre de 25 par seconde d'arc

carrée en B pour les plus brillantes, ce qui implique que le fond du ciel avec une luminosité environ 100 fois supérieure, peut devenir la source principale de bruit. Pour rendre les choses encore plus difficiles, elles sont souvent superposées à un gradient de luminosité très fort de la galaxie sous-jacente. Les coquilles internes ont généralement une brillance de surface plus élevée que les coquilles externes mais peuvent être paradoxalement plus difficiles à détecter, et a fortiori à mesurer. En effet, d'une part le bruit de photons est plus élevé dans les régions centrales puisque le niveau moyen du fond est élevé et croît plus vite que la brillance des coquilles vers le centre. Dans notre application, la galaxie joue un rôle analogue à celui du fond de ciel ; imaginez donc ce que seraient les observations astronomiques si le fond moyen du ciel avait le même niveau que celui que l'on observe au centre des galaxies elliptiques ! De plus le gradient est très fort au voisinage du centre et rend toute visualisation très difficile, et toute mesure d'intensité très imprécise si l'on ne dispose pas de détecteur linéaire de très grande dynamique.

Pour mesurer la luminosité d'une coquille, on doit donc soustraire un modèle de galaxie, suffisamment précis pour ne pas atténuer la contribution des coquilles. *Les mesures sont à priori si délicates qu'il est peut-être symptomatique qu'aucun auteur en dehors de notre équipe ne se soit hasardé à publier des résultats photométriques des coquilles internes, même pour une seule couleur.*

Le traitement numérique de données est bien sûr spécifique au type de données que l'on traite et aux quantités physiques que l'on souhaite mesurer. En ce qui concerne l'étude des galaxies à coquilles, il n'y avait pas de précédents, et tout était à définir. Décrivons les principales étapes du traitement que D. Carter, A. Wilkinson et moi-même avons définies pour notre programme d'étude statistique.

II.2.1 Prétraitement des clichés

Comme étape préliminaire signalons les corrections habituelles des clichés CCD : soustraction d'un offset moyen, division par une plage uniforme de lumière pour tenir compte des variations de zéro et de sensibilité d'un pixel à l'autre, puis correction des franges de moiré dues aux interférences entre les deux faces des CCD minces. Ces opérations m'ont demandé du temps car le nombre de clichés CCD pris au cours de cette thèse est très grand, et aussi parce que de sérieux problèmes de flexion et de vignettage avec les premiers clichés obtenus au Pic du Midi en Septembre 1985 m'ont un peu retardé (avant que je ne me décide à les abandonner complètement car les corrections étaient impossibles au niveau qu'il me fallait atteindre pour détecter et mesurer avec précision les coquilles).

Pendant cette thèse j'ai eu aussi l'occasion d'utiliser quelques plaques photographiques, parfois sans plages de calibration, ce qui m'a permis de mieux apprécier ensuite les qualités des CCD...

II.2.2 Etude de la galaxie elle-même

La première étape consiste à déterminer les paramètres géométriques de la galaxie, en ajustant des ellipses aux isophotes (programme FITELLI, voir Fig 29-30).

On détermine ensuite le profil de la galaxie, en calculant des moyennes le long de courbes elliptiques, ou de secteurs angulaires en cas de forte pollution par les coquilles, des bandes de poussière ou autres (prog. PROFILE1). Pour ces calculs, on utilise un processus

itératif qui élimine les étoiles et les défauts au-delà de 3σ . Nous pouvons visualiser les parties de l'image qui ont été omises dans le calcul du profil sous la forme de “masques”, ce qui fournit un moyen de contrôle. Deux exemples de masques produits par ce programme pour des clichés pris à l'AAT sont représentés sur la figure 13.

Pour déterminer les paramètres du profil, on ajuste ensuite des profils de King (1966), de Hubble, ou une loi en $r^{1/4}$ de De Vaucouleurs (cf Prieur 1988). Pour les profils de King, il faut résoudre numériquement une équation différentielle. Pour cela, j'ai utilisé des modules de la bibliothèque mathématique NAG. Les profils de King et Hubble sont projetés sur la plan du ciel et convolués par la transformée de Hankel d'une fonction de transfert gaussienne pour tenir compte des effets du seeing.

II.2.3 Soustraction de la galaxie

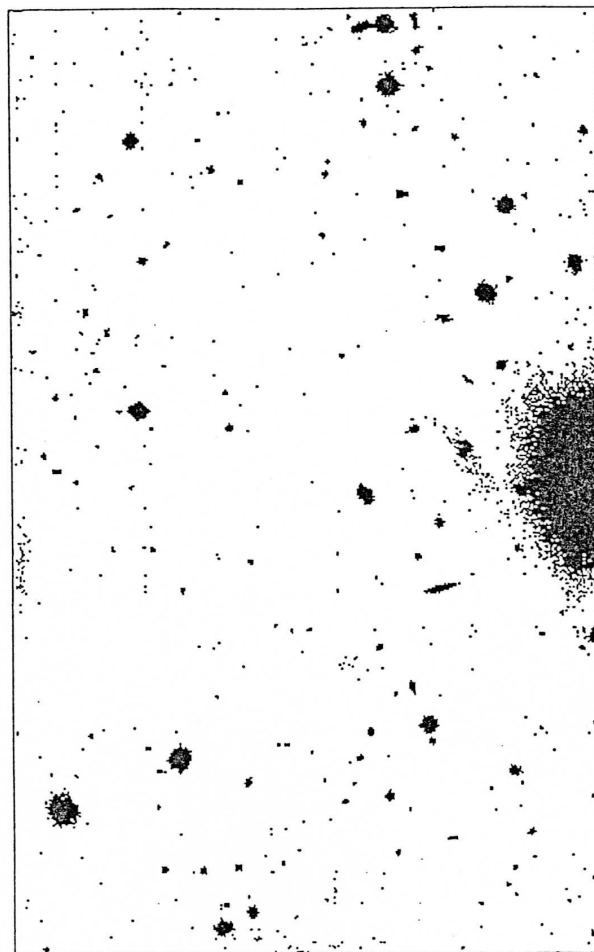
C'est une étape délicate, car ce résultat conditionne la précision de la mesure de la luminosité des coquilles et des indices de couleurs. Il faut donc procéder d'une façon telle que l'on obtienne des résultats cohérents dans les différentes couleurs, en soustrayant le fond dû à la galaxie, sans affecter l'intensité provenant des coquilles.

Comme la plupart des galaxies suivent une loi en $r^{1/4}$, notre première démarche a consisté à soustraire un modèle de galaxie obéissant à cette loi avec une géométrie simple (ellipses homothétiques). C'est cette méthode que nous avons utilisée pour la photométrie de NGC 2865, NGC 3923, et NGC 5018 (cf Fort et al 1986). En fait la loi en $r^{1/4}$ n'est valable qu'en première approximation. Pour diminuer les résidus, on peut ajuster un polynôme au profil moyen, dans un plan log/log. On obtient de très bons résultats avec un degré 5 ou 7, comme le montre la figure 14 pour NGC 474 dont le profil s'écarte pourtant notablement d'une loi en $r^{1/4}$. C'est cette méthode que nous utilisons de façon générale avec une géométrie simple d'ellipses homothétiques, avec la possibilité de faire varier l'ellipticité en fonction du rayon pour certains cas particuliers (voir par exemple Prieur 1988).

Lorsque les coquilles sont relativement brillantes (ce qui est malheureusement très rare), et contribuent pour une part non négligeable au profil moyen de la galaxie, nous calculons un profil “minimal” qui essaie de ne pas prendre en compte la contribution des coquilles. Les coquilles n'entourent généralement pas complètement la galaxie. On suppose qu'il existe donc pour chaque valeur du rayon un secteur dans lequel il n'y a pas de coquilles. Pour déterminer ce secteur, on calcule 12 profils dans des secteurs angulaires adjacents de 30 degrés. On détermine ensuite un profil en attribuant la valeur minimale des 12 secteurs pour chaque valeur du rayon. Les résultats ont été très satisfaisants pour des cas comme 0422-476 et NGC 474 où les angles de position des coquilles sont répartis de manière aléatoire autour de la galaxie.

En suivant cette approche nous avons obtenu de bons résultats pour les galaxies que nous avons traitées jusqu'à présent (cf Sect. IV). Cependant, nous ne pensons pas qu'il existe une méthode unique qui traite le problème de façon parfaite. Certains auteurs soustraient la galaxie en laissant tous les paramètres des ellipses varier. Il est dangereux de procéder ainsi avec les galaxies à coquilles car les coquilles perturbent les isophotes. Une telle soustraction peut conduire à des erreurs et à une sous-estimation de la luminosité des coquilles. *Nous pensons que pour chaque galaxie, il faut utiliser le modèle le plus simple qui donne des résultats acceptables (i.e. un fond à peu près plat autour des coquilles), et que l'on a toujours intérêt à réduire le nombre de paramètres libres pour modéliser le “fond” de la galaxie.*

MASK2_RL1.BDF 13-08-87



IC2977_RL_FR2_N4_MASK.BDF

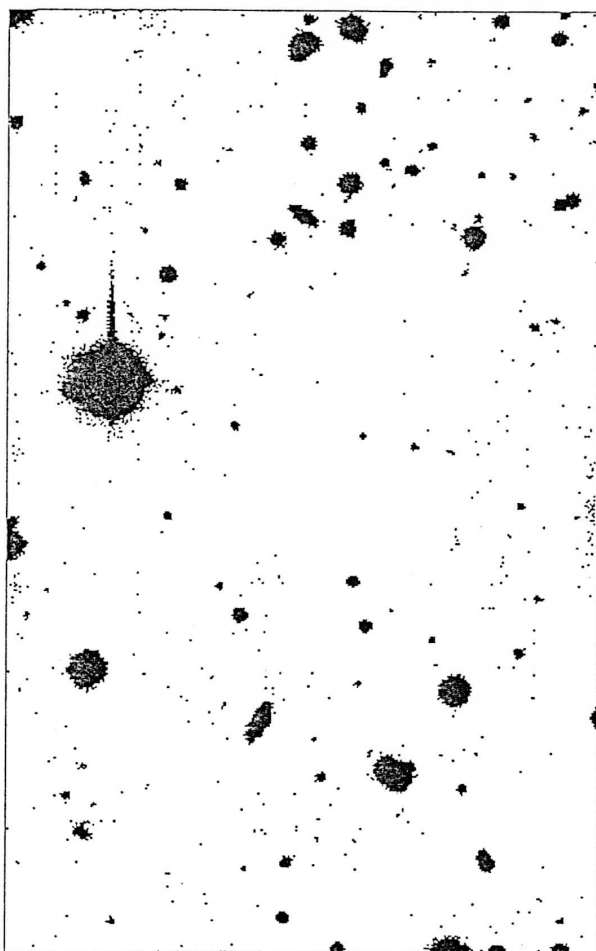
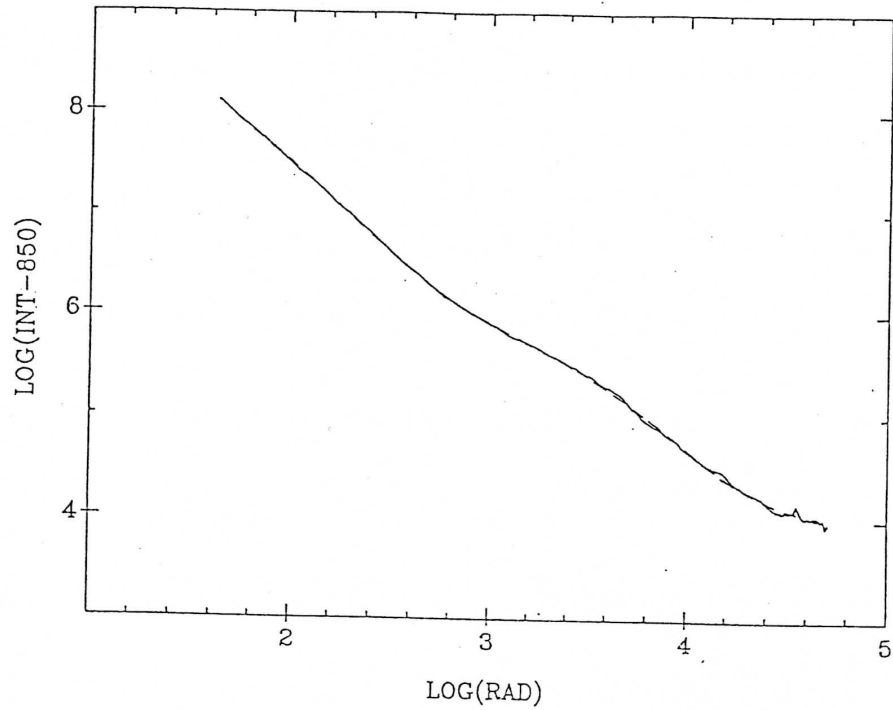


Fig 13 : Masques calculés par le programme PROFILE1 de calculs de profils et élimination des étoiles et défauts à plus de 3σ de la moyenne dans des couronnes elliptiques. Ces masques peuvent ensuite être utilisés par PATCH1 pour éliminer automatiquement ces objets. Sur le masque de 0422-476 en haut à droite, la tache sombre visible sur le bord droit est due à la présence d'une autre galaxie. Le masque de gauche a été obtenu à partir d'un cliché de IC 2977.

PLAGAL-LOGFIT.DAT (R2)



PLAGAL-RESID.DAT (R2) 26-11-87

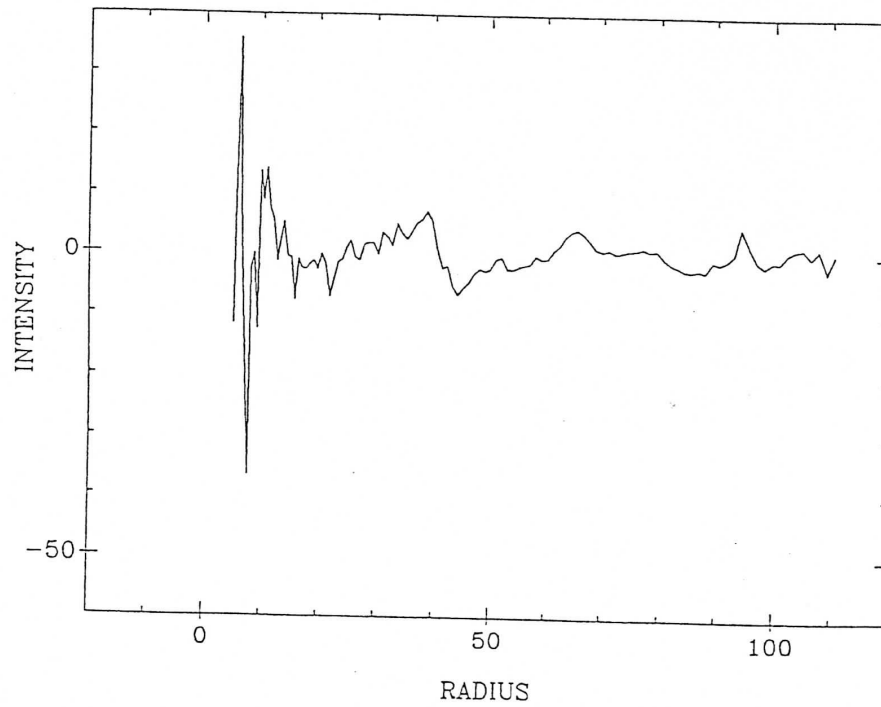


Fig 14 : Soustraction du fond de la galaxie pour des clichés de NGC 474 pris au CFHT en R. En haut, le profil de la galaxie est ajusté par un polynôme de degré 7 dans un plan $\text{Log}(\text{Intensité})/\text{Log}(\text{Rayon})$. Les résidus sont visualisés en bas dans le plan $\text{Intensité}(\text{en pas codeurs})/\text{Rayon}(\text{en secondes d'arc})$ (cf §II-2-c).

II.2.4 Etude de la morphologie des coquilles

Compositage :

Le problème suivant est de détecter toutes les coquilles et de déterminer leurs contours. Dans un premier temps on essaie d'obtenir une image avec le plus grand rapport signal sur bruit et la meilleure résolution possibles. Une technique très efficace consiste à composer les images dont on dispose, en laissant toutefois de côté celles qui ont été prises avec un mauvais seeing, et celles dont le bruit de lecture est trop important par rapport à la contribution qu'elles peuvent apporter (cas des poses courtes généralement, mais on doit considérer de près le cas particulier des coquilles internes). Le compositage consiste à recentrer les images et à les ajouter ensuite. Le rapport signal sur bruit de la somme croît comme la racine carrée du nombre d'images ajoutées, si elles ont les mêmes caractéristiques (j'ai eu l'occasion d'étudier ce problème et le gain éventuel en résolution spatiale pour des poses courtes lors de mon stage de 3^{ème} année de l'ENSAE, Fort et al 1985). Ces techniques de compositage d'images CCD sont extrêmement puissantes mais malheureusement insuffisamment utilisées, peut-être parce qu'elles sont apparemment "coûteuses" en temps de télescope. Pour les clichés pris avec le télescope de 1 m de Siding Spring, nous avons ajouté jusqu'à 4 clichés de 30 mn. Malheureusement pour les clichés CCD de l'AAT, nous avons réduit les poses à seulement 2 poses "longues" (10 mn) en B et R pour pouvoir couvrir le maximum d'objets. Nous avons pu cependant ajouter ces deux clichés, bien qu'ils aient été pris avec des filtres différents, car les positions des bords externes des coquilles sont les mêmes dans ces couleurs, et la seule présence du hublot de la caméra CCD n'introduit pas de distorsion chromatique notable entre les clichés B et R (au foyer primaire de l'AAT, sans correcteur de champ). Les clichés sont recentrés à partir des étoiles par une procédure automatique. Le résultat est contrôlé en mesurant le profil moyen des étoiles de la somme.

Détermination des contours des coquilles :

Lorsqu'on a obtenu cette image compositée qui a le meilleur rapport signal sur bruit dont on peut disposer, il faut détecter les coquilles et en déterminer les contours. Pour les coquilles situées au-delà des limites discernables de la galaxie, la meilleure méthode consiste tout simplement à visualiser l'image avec un très fort contraste. En revanche, les coquilles internes posent un problème plus délicat, de par la présence d'un fort gradient dans les régions centrales de la galaxie. Pour faciliter cette opération, on peut soustraire la galaxie à l'image compositée en suivant une des techniques décrites précédemment, ou appliquer *des techniques numériques de détection de bords* utilisées en traitement des images. Après de nombreux essais et mises au point, nous avons retenu les techniques de masque flou et de calcul de gradients, qui fournissent de bons résultats.

Pour calculer *une carte de gradients*, qui est par nature très sensible au bruit, on peut d'abord filtrer l'image compositée en utilisant la méthode de la médiane qui consiste à ordonner les valeurs contenues dans une fenêtre glissante (de 5×5 pixels par exemple), et à affecter au point central la valeur du milieu (i.e. la 13^{ème} dans notre exemple). Le filtrage par la médiane a l'avantage d'améliorer le rapport signal sur bruit sans trop atténuer les pentes. Nous calculons ensuite une carte des gradients du logarithme de l'image filtrée (somme quadratique des gradients selon les directions x et y, avec le programme GRADIENT1, que nous appellerons par la suite *gradient isotrope*) Cet traitement est illustré par les photos II.1 et II.4 par exemple.

Une variante consiste à calculer le gradient selon une direction radiale par rapport au centre de la galaxie, avec une matrice dont les termes varient en fonction de la position du point (*gradient radial* avec le programme RADIAL-TANGENTIAL). Cette dernière méthode détecte préférentiellement les structures en arc centrées sur la galaxie, comme le sont généralement les coquilles, et donne de très bons résultats même pour les coquilles les plus internes, qui sont les plus difficiles à détecter (Photos II.4, III.2, IV.1-IV.4). La photo II.4 permet de comparer les deux types de gradient, isotrope et radial, que nous avons utilisés.

La technique de *masque flou* numérique consiste à soustraire à l'image initiale sa transformée par un filtrage énergique, avec une grille gaussienne, ou une moyenne glissante par exemple. Il agit comme un filtre passe-haut pour les fréquences spatiales, la taille de l'élément filtrant déterminant la fréquence de coupure. On utilise généralement plusieurs tailles d'éléments filtrants afin d'explorer les zones internes et intermédiaires, qui correspondent à des fréquences spatiales différentes. Comme Malin, nous ne soustrayons qu'une fraction de l'image filtrée (environ 0.9), ce qui permet de visualiser aussi les coquilles externes (Photo III.1). Le masque flou est cependant sensible à la présence d'étoiles brillantes car il donne autour de ces étoiles des zones assez étendues (fonction de la taille de l'élément filtrant) à valeurs négatives où on ne peut voir les coquilles. Il est donc préférable d'enlever les étoiles avant de traiter une image par masque flou. Le centre des galaxies elliptiques est très condensé et se comporte à cet égard comme une étoile, ce qui rend difficile la détection des coquilles très proches du centre. Nous utilisons aussi parfois une version plus élaborée du masque flou permettant d'éviter ce problème, en modifiant l'élément filtrant en fonction de la distance au centre de la galaxie, et en faisant plusieurs itérations. Il demande malheureusement beaucoup de temps de calcul...

Etude de la forme des coquilles :

A partir des images traitées ou brutes, on détermine le contour des bords extérieurs des coquilles avec le curseur du système de visualisation dont on dispose. Ces contours sont parfois très difficiles à estimer pour les coquilles très faibles ou diffuses. On procède généralement avec le maximum d'images possibles, à des moments différents (ou mieux avec des opérateurs différents, lorsque c'est possible), pour estimer les erreurs.

On ajuste ensuite des arcs d'ellipses centrés sur la galaxie ou avec un centre libre, lorsque les contours sont déterminés avec assez de précision et ont une ouverture angulaire suffisante (programme EFIT6). Les paramètres obtenus comme le grand-axe, l'ellipticité, l'angle de position peuvent ensuite être comparés avec les prédictions des modèles théoriques, lorsqu'elles existent (cf Sect. IV).

II.2.5 Profils et photométrie des coquilles

Après soustraction de la galaxie sous-jacente selon une des techniques décrites ci-dessus, on calcule une série de profils dans des secteurs circulaires ou elliptiques (avec les paramètres déterminés pour chaque coquille à partir des contours) sur les images prises dans différents filtres, en tenant compte du décalage éventuel. On soustrait alors le fond résiduel sur les grandes échelles, lorsqu'il existe, puis on calcule l'intensité totale au-dessus du fond dans chaque filtre, en prenant les mêmes limites en rayon. *L'incertitude sur les couleurs ou les luminosités des coquilles résulte principalement de la soustraction du fond.* La soustraction du fond résiduel sur les profils est d'autant plus délicate que les coquilles se chevauchent en grand nombre (cf Fig 52-53). Pour obtenir des indices de couleurs significatifs, il faut procéder de la même manière dans les différentes couleurs, même lorsque les profils sont légèrement différents. Pour estimer les incertitudes sur les mesures, nous faisons plusieurs ajustements du fond avec des polynômes de degré 0, 1 et 2 (cf Sect. IV.4).

Comme nous le verrons plus en détail en Sect. IV.5, la forme du profil des coquilles vue en projection sur le plan du ciel est aussi très importante car elle contient des informations sur *la distribution radiale des étoiles formant les coquilles*, dans l'espace en trois dimensions.

II.2.6 Calibration photométrique

Lorsque les nuits d'observation étaient photométriques nous avons pris des clichés d'étoiles standards à différentes hauteurs pour déterminer les coefficients d'absorption de l'atmosphère pour la nuit considérée (en traçant si possible une droite de Bouguer). Des impératifs de temps ne nous ont généralement pas permis d'obtenir un grand nombre de clichés, ce qui réduit la précision des calibrations. Cependant il faut toujours faire un compromis entre l'observation des galaxies et celle des étoiles de calibration. Il faut noter aussi que nous observions généralement à de faibles masses d'air, ce qui réduit les termes de correction. Nous avons même pu utiliser pour notre programme des nuits qui n'étaient pas "photométriques", car nous étions surtout intéressés par la photométrie relative des coquilles par rapport à la galaxie (cf Sect. IV).

Après un prétraitement des clichés de calibration en suivant la même procédure que pour les clichés des galaxies, nous avons mesuré la luminosité totale des étoiles, en intégrant dans une ouverture circulaire et soustrayant le fond du ciel. Les valeurs obtenues ont été ensuite corrigées de l'absorption atmosphérique, puis nous avons ajusté des courbes de calibration (cf Fig 15). Les filtres que nous avons utilisés n'étaient pas toujours des filtres de Johnson et nous avons dû prendre en compte des corrections de couleur (cf Fort et al 1986, par exemple). Une table des formules de calibration pour les nuits de Janvier 1986 à l'AAT et une illustration de l'ajustement des droites de calibration sont donnés à titre d'exemple (Table II.1, et Fig 15). Les résultats ont été comparés avec les mesures photo-électriques publiées par d'autres auteurs (catalogue de compilation de Longo et de Vaucouleurs, 1983) pour quelques galaxies à coquilles brillantes, et ont conduit à un très bon accord (moins de 0.1 magnitude d'écart en absolu).

TAB. II.1 – Calibration photométrique de la mission de Janvier 1986 à l’AAT. Les nuits 1, 2 et 3 correspondent respectivement aux 9, 10 et 11 Janvier 1986. L’ajustement de ces relations est illustré par la figure 14. Les étoiles utilisées pour la calibration ont été prises parmi les champs E2 et E5 de Graham (1982).

1. Correction de l’absorption atmosphérique :

$$\begin{cases} B_{inst} &= -(0.30 - 0.022 \times (B - R)_{cat}) \times \sec z - 2.5 \times \log_{10}(counts/sec) \\ R_{inst} &= -0.13 \times \sec z - 2.5 \times \log_{10}(counts/sec) \end{cases}$$

2. Equations de calibration :

Nuit n° 2 :

$$\begin{cases} B_{inst} &= B_{cat} - 0.141 \times (B - R)_{inst} - 23.632 & (\pm 0.016) \\ R_{inst} &= R_{cat} - 23.231 & (\pm 0.016) \end{cases}$$

Nuit n° 3 :

$$\begin{cases} B_{inst} &= B_{cat} - 0.165 \times (B - R)_{inst} - 23.583 & (\pm 0.030) \\ R_{inst} &= R_{cat} - 23.202 & (\pm 0.014) \end{cases}$$

Nuit n° 4 :

$$\begin{cases} B_{inst} &= B_{cat} - 0.136 \times (B - R)_{inst} - 23.594 & (\pm 0.044) \\ R_{inst} &= R_{cat} - 23.161 & (\pm 0.036) \end{cases}$$

3. Equations relatives aux indices de couleur :

Nuit n° 2 :

$$(B - R)_{cat} = 1.141 \times (B_{inst} - R_{inst}) + 0.401 \quad (\pm 0.005)$$

Nuit n° 3 :

$$(B - R)_{cat} = 1.165 \times (B_{inst} - R_{inst}) + 0.382 \quad (\pm 0.037)$$

Nuit n° 4 :

$$(B - R)_{cat} = 1.136 \times (B_{inst} - R_{inst}) + 0.434 \quad (\pm 0.015)$$

62

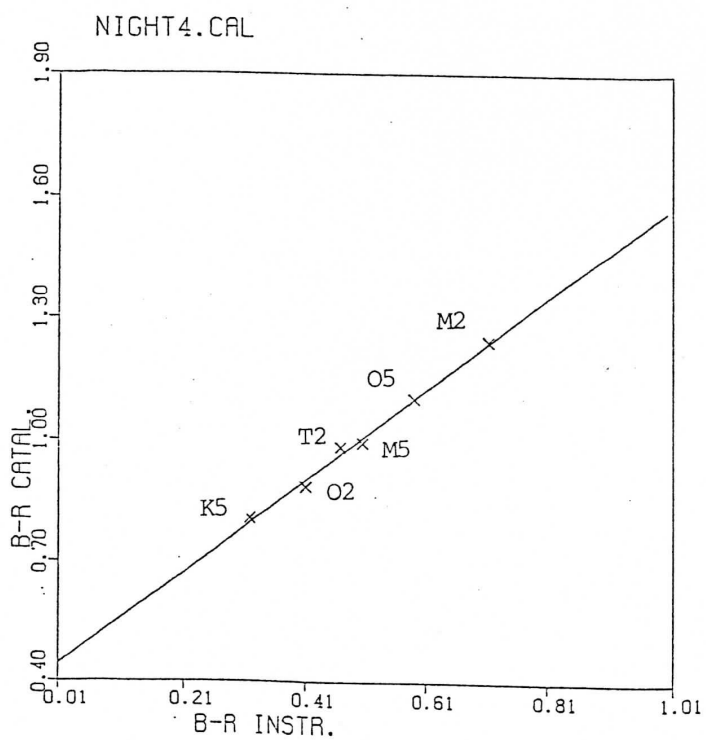
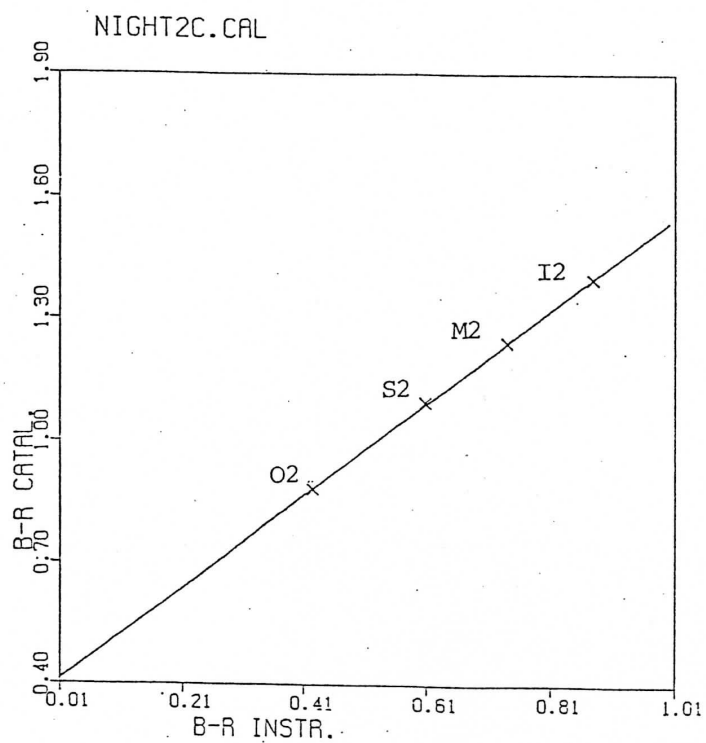


Fig 15 : Calibration photométrique des clichés obtenus à l'AAT en Janvier 1986. Les étoiles correspondent aux champs E2 et E5 de Graham (1982).

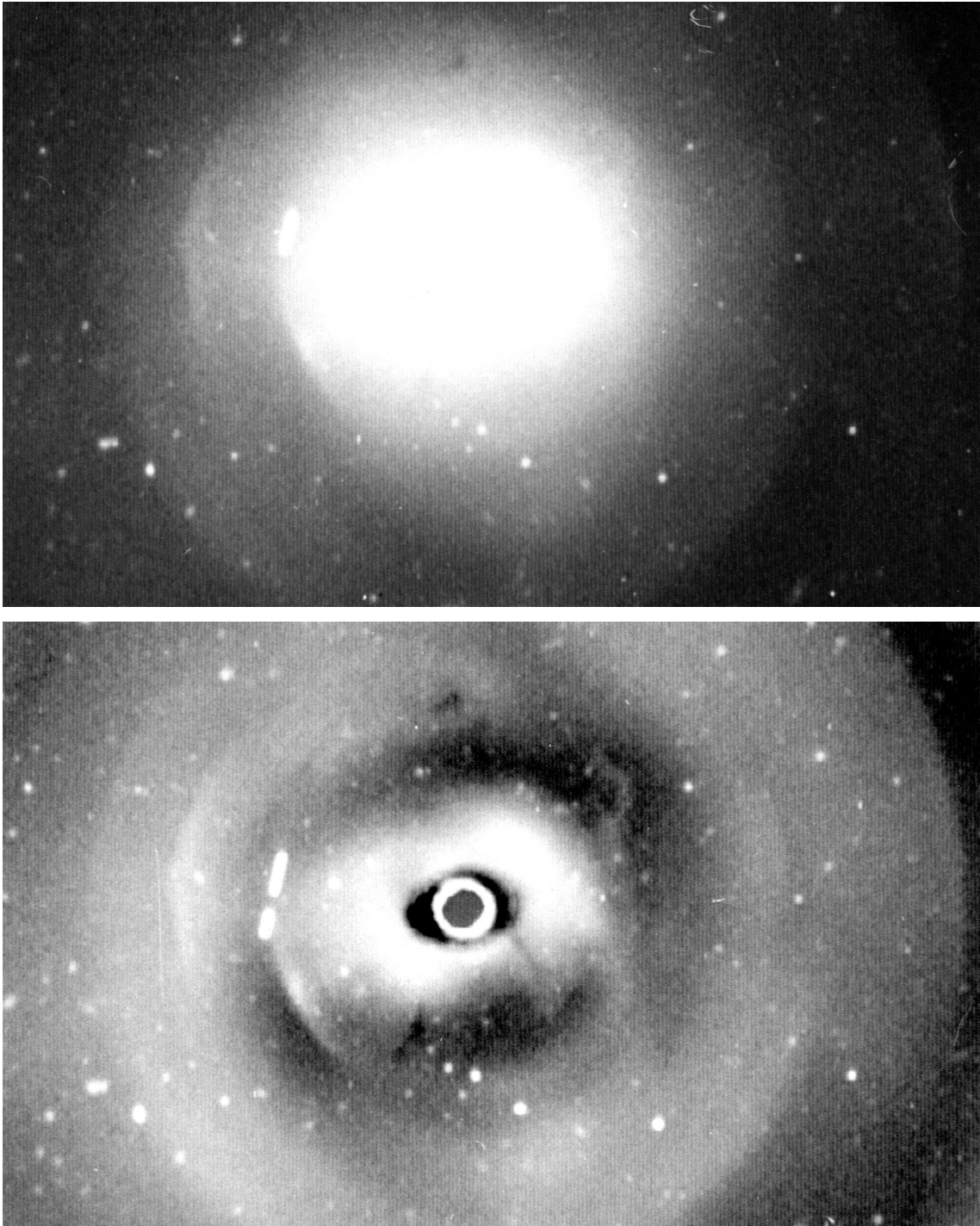


FIG. II.3 – Cliché CCD de NGC 474 (CFHT). L'orientation est différente de celle des clichés précédents du Pic du Midi (Photos II.1 et II.2), et le champ plus réduit (pour l'orientation et échelle, voir la figure 46). En haut, cliché en R non traité. En bas, soustraction d'un modèle simple de galaxie sur un compositage de 3 images (le centre était saturé). La traînée interrompue visible dans la photo du haut est vraisemblablement dûe au passage d'un astéroïde. Noter aussi la présence de bandes de poussière sur le cliché du haut.

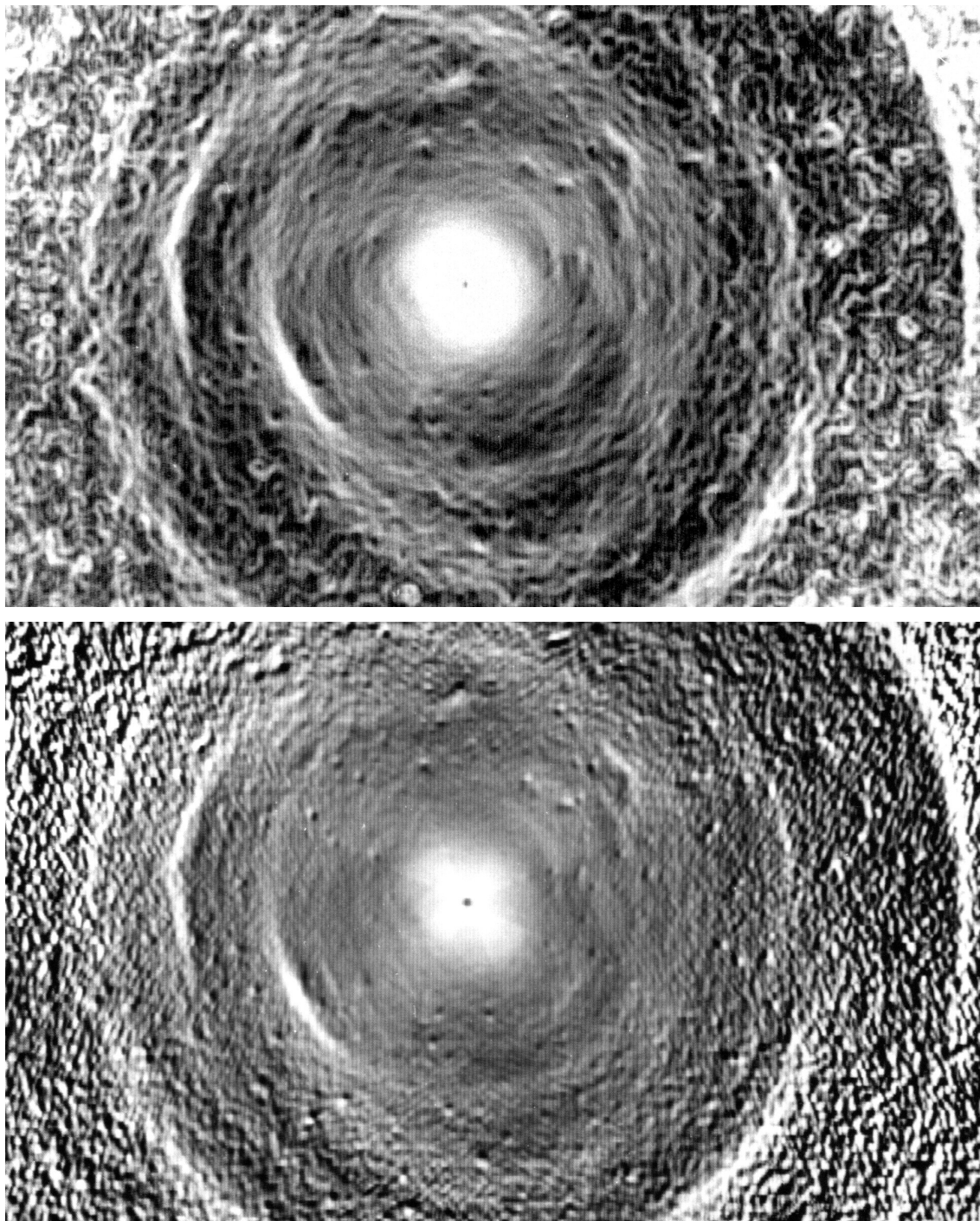


FIG. II.4 – Carte des gradients du cliché de NGC 474 (CFHT). En haut gradient isotrope calculé sur une matrice 5×5 après filtrage par la médiane. En bas gradient calculé radialement par rapport au centre de la galaxie (Cf Sect. II.2.4). Ces méthodes de détection de bords sont très efficaces pour la détection des coquilles internes (comparer avec Photo II.3).

Chapitre III

Etude statistique

III.1 Description générale du programme d'étude statistique

Lorsque je suis arrivé en Australie en Février 1986, D. Carter, A. Wilkinson, B. Sparks et D. Malin venaient juste de commencer un programme d'observation systématique des galaxies du catalogue de Malin et Carter avec le télescope de l'AAT en imagerie CCD à deux couleurs B et R, et en spectroscopie à moyenne résolution pour la détermination des redshifts. Je fus très bien accueilli dans ce groupe. Je me suis rapidement associé à ce programme et j'ai contribué à sa définition.

Le but principal était de pouvoir disposer d'un ensemble de données homogènes sur toutes les galaxies du catalogue de Malin et Carter (1983), permettant de faire une étude statistique sérieuse. Beaucoup reprochaient en effet aux observateurs de se limiter à des galaxies spectaculaires comme NGC 1344, NGC 2865, et NGC 3923, et de laisser supposer que ces galaxies étaient typiques des galaxies à coquilles. Les modèles théoriques prévoyaient tout une gamme de situations intermédiaires moins spectaculaires avec un nombre beaucoup plus réduit de coquilles, et des structures supplémentaires comme des queues, des corrélations avec la présence de poussière, d'émission infra-rouge ou radio, etc (cf Sect. III.5). Seul un survey complet du catalogue de Malin et Carter pouvait apporter une réponse aux nombreux débats en cours, ou tout au moins permettre de reformuler les questions sur des bases observationnelles et statistiques solides.

Nous avons choisi la liste des 137 galaxies à coquilles donnée par Malin et Carter (1983) comme base de notre étude, que nous avons complétée par quelques autres objets de l'hémisphère nord, et d'autres galaxies à coquilles découvertes par la suite, ce qui porte le nombre total à 156 (cf Table III.1). Nous sommes bien conscients que cet échantillon n'est pas complet, et qu'il a été affecté par des biais que nous essayerons de cerner en Sect. III.6. Mais comme nous avons très peu de données sur ces galaxies, il nous a semblé prudent de prendre la liste la plus complète possible comme base de départ, faute de mieux, pour éviter d'introduire des biais supplémentaires. Après avoir dépouillé l'ensemble de nos données, nous espérons être enfin en mesure d'apprécier quantitativement les différents biais et ce n'est qu'alors que nous pourrons nous risquer à corriger ces biais en sélectionnant un sous-échantillon homogène, au besoin complété par d'autres observations.

0123-456**NGC 9876, Arp 543, 3C 999**

0123-456 is a classic example of a rich shell system where the shells are uniformly distributed around the galaxy. Image processing (Figures c and d) reveals that arclike structures are found to the edge of the CCD field and within 5" of the galactic nucleus. Seeing 1".

Basic data	
Shell structure type	2
Number of identified shells	19
Max ellipticity of galaxy	E1
Previous classification	E0-S0
Other features	Dust lane
Inner structure	"spiral"
Redshift	$1057 \pm 17 \text{ km s}^{-1}$
Rotation V_{max}	$40 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$
Central velocity dispersion σ_0	$100 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$
Radio detection	no
H _I detection	no
X-ray detection	yes ^a
IRAS detection	yes ^b

Primary galaxy photometric data				
Integrated Magnitude		-20.2 ± 0.2		
Central surface brightness, I_0		23.5 ± 0.2		
Effective radius, R_e , kpc		-20.2 ± 0.2		
Isophote #	P.A. °	Ellipticity	x centre "	y centre "
1	0.0	0.07	0.0	0.0
2	10.0	0.10	0.01	0.03
.				
.				
n				

^aForman, D., Jones, C. & Tucker, R.J., 1985. *Ap. J.*, **235**, 194.

^bNeugebauer, G. et al., 1984. *Ap. J.*, **453**, 324.

System characteristics	
Innershellradius/outershellradius	1/100
Innershellradius/ R_e	0.05
Interleaving	yes
Radial colour gradient	yes, $0.1 \text{ mag arcsec}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$
Azimuthal colour gradient	no
Radial shell profile change	no

Derived shell parameters										
Shell #	Radius ", kpc	Ellipticity	P.A. °	Extent °	Circularity	Closest axis	Thickness ", kpc	Profile	Brightness %	Colour B-R
1	10, 0.5	0.1	35	50	circular	major	0.5, 0.025	plateau	3.0	0.39
2										
3										
4										
.										
n										

Fig 16a : Exemple de format possible pour le catalogue portant sur l'analyse de nos données. Les valeurs figurant dans cet exemple ne sont pas réelles, et ne sont données que pour illustrer le format. Chaque galaxie serait décrite en deux pages, dont une serait consacrée aux photographies (voir Fig 16b)

TAB. III.1 – Paramètres des 156 galaxies du catalogue (début). Col. 1 : identification selon les coordonnées de l'objet ; col. 3 : type morphologique des systèmes de coquilles (Cf III.2) ; col. 4 : ellipticité de la galaxie ($E=10(1-b/a)$) ; col. 5 : magnitude apparente en B ; col. 6 : magnitude absolue ($H=75\text{km/s/Mpc}$) ; cols. 7, 8 et 9 : vitesse d'éloignement (km/s), dispersion des vitesses (km/s), et fraction d'étoiles A dans le spectre, mesurés par Carter et al (1988) ; col. 10 et 11 : détection en radio, ou en infra-rouge par IRAS ; col. 12 : présence de poussière.

Identification	Type	Elli	B_T	M_{BT}	Cz	σ	A_{star}	R	IR	D
0003-400	16.5		
0020-193	14.6	-22.0	15910		
0041-043	IC 1575		
0043-137	ARP 230	1	...	12.5	*	*
0048-424		
0050-654		
0051-390		
0057-406	IC 1609		
0107-461	IC 1633		
0117+031	NGC 474	12.0 [†]	-20.4	2300 [†]	*	
0121+331	NGC 507-8	12.2 [†]	-21.8	4740 [†]	*	
0124-388	14.2		
0124-377	*	
0129-210	15.2		
0132-246	16.9		*
0133-128	14.4		
0136-468	A0136-464		
0140-658	...	2?	2.2	8216	252	0.60		
0146+103	IC 162	13.0	...	5019 [¶]		
0148-836	...	1	3.5	4652	188	0.45		
0154-394	...	1	3.8	13.9	...	5606		
0200-686	NGC 813	3?	3.6		
0201-196	...	3	2.0	15.5		
0225-013	NGC 936	11.1 [†]	-20.1	1430 [†]	*	
0239-283	IC 1833	3	4.5	13.7		
0243-323	...	3	4.0	13.7		
0244-304	NGC 1097A	1	4.5	13.7 [†]		
0247-833	...	2	1.4	4878	196	0.30		
0304-259	NGC 1210	2	3.6	12.9	*	
0320-373	NGC 1316	9.7 [†]	-22.2	1800 [†]	*	*
0321-426	A0321-424	1	2.8	8771		
0326-312	NGC 1344	1	3.7	11.3 [†]	-19.7	1260 [†]	170 [‡]	...	*	
0327-289		
0328-336	...	1	3.9	14.3		
0331-328	...	3	1.7	15.0	-22.4	22560		
0333-553	...	1	3.2		
0333-555	...	1		
0335-356	NGC 1387	12.1 [†]	-19.0	1270 [†]		

TAB. III.1 – Paramètres des 156 galaxies du catalogue (suite)

Identification		Type	Elli	B_T	M_{BT}	Cz	σ	A_{star}	R	IR	D
0335-359	NGC 1389	12.4 [†]	-18.4	1070 [†]	*		
0335-575	...	3	2.1			
0336-231	NGC 1395	11.2 [†]	-20.6	1700 [†]	*		
0336-225	NGC 1403	3	4.1	13.6	-20.2	4299	189	...			
0340-600	...	2 or 3	2.4	17988			
0351-550	...	1	4.9			
0358-606	...	2	1.0	14457	267	...			
0404-528	NGC 1522	3	4.5			
0410-291	...	3	5.0	15.5	-21.5	18743	215	...			
0414-557	NGC 1549	3	1.4	10.9 [†]	-20.1	1170 [†]			
0415-559	NGC 1553	3	4.0	10.5 [†]	-20.5	1240 [†]	*		
0420-437	NGC 1571	3	2.3			
0422-536	...	2 or 3	2.1	12632	291	...			
0422-476	...	2	2.0	4270	169	...			
0422-345	...	3	1.0	14524			
0449-324	...	2	2.0	18253	255	...			
0459-449	...	2	1.9	10108	194	...			
0515-541	...	3	5.2			
0517-251	IC 2121	3	3.6	15.2	*		
0526-398	...	2?	1.8	15216	262	...			
0526-798	NGC 2012	3	4.4	4876	240	...			
0540-479	...	1	3.4	14726	234	...			
0548-181	...	2	0.5	2941			
0550-380	...	2	1.0	14435	241	...			
0558-553	...	1	3.0	11000	229	...			
0610-625	NGC 2205	3	3.5	8385	239	...			
0632-629	A0632-625	3	2.3	8444			*
0657-498	...	3	3.0	13512	210	...			
0754-521	NGC 2502	1	3.0	1102	173	...			
0838-733	...	2	1.5	5279			
0921-229	NGC 2865	2	...	11.9	-20.8	2607	208	0.3	*	*	
0935-217	NGC 2945	2	1.2	13.4	-20.6	4630	270	...	*	*	
0944-213	NGC 2996	3 or 2	2.0	13.2	-22.1	8775	223	...	*	*	*
0950-292	...	3	4.6	14.2	-21.7	11475	...	0.15	*		
0951-270	NGC 3051	2?	3.7	13.4	-19.3	2552	231	...	*		
1013-341	...	2	2.1	8745	241	...			
1035-285	...	2	3.3	3959	173	...			
1038-368	A1038-365	1	4.0	13.4	-20.4	4293	215	...	*		
1046-194	...	3?	3.8	13.3	-20.5	4266	213	0.30	*	*	
1127-361	NGC 3706	1	3.5	11.9	-21.1	2975	270	...	*		
1148-285	NGC 3923	1	3.8	10.3	-21.2	1550 [‡]	260 [‡]	...			*
1152-374	IC 2977	1	4.8	12.7	-20.3	3009	236	...	*		
1200-433	...	0	2.0	4612	218	...			

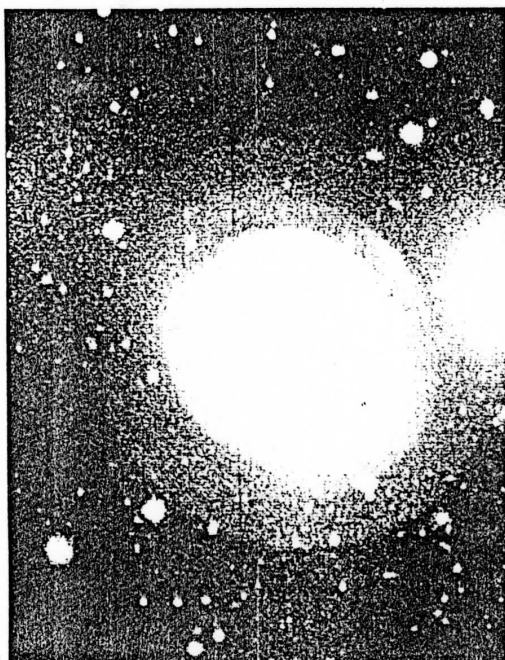
TAB. III.1 – Paramètres des 156 galaxies du catalogue (suite)

Identification		Type	Elli	B_T	M_{BT}	Cz	σ	A_{star}	R	IR	D
1208-337	...	2	3.0	13.8	-21.0	6815	180	0.50			
1233+128	NGC 4552	2	0.9	10.8 [†]	-17.0	170 [†]	*		
1237-203	...	3?	2.6	14.7	-20.6	8588	201	0.22			
1241-339	A1241-335	2	2.0	12.9	-21.6	6074	183	0.46	*		
1252-265	...	1	3.6	12.1	-21.9	4826	305	...	*		
1256-191	...	2	1.7	6242	...	0.15			
1257-439	...	1	4.2	9644	340	...			
1301-300	...	3	2.6	14.6	-18.8	3629	189	...			
1301-302	NGC 4936	0	2.0	12.4 [†]	-20.3	3220	310	...	*	*	
1302-170	...	2	1.0	10865			
1304-202	...	1?	2.6	15.5	-20.8	13593	266	...			
1306-517	IC 4200	3	3.5	3938	211	...			
1307-231	NGC 4993	2	1.3	13.4	-19.5	2915	205	...			
1310-192	NGC 5018	11.5	-21.3	2786	213	...	*	*	*
1322-427	NGC 5128	7.9 [†]	-21.4	550 [†]	*	*	*
1325-293			
1327-292			
1330-314	...	1	3.1	14.1	-22.4	14651	233	...			
1346-300	IC 4329	1	4.5	12.1	-21.8	4506	284	...	*	*	
1349+025	NGC 5329	13.4			
1358-026	NGC 5400	2	...	13.6	-21.4	7400 [†]	*		
1425-352	7538	288	...			
1432-457	NGC 5670	2885	174	0.30			
1439-196	15.1	-19.4	5991	176	...			
1520-410	7811	210	...			
1603-180	15.2	-19.6	6722	245	...			
1805-833	5091			
1837-614	4799			
1920-639	NGC 6776	13.0 [†]	-21.3	5495	213	...			
1927-645	A1927-643	4002	207	...			
2002-403	NGC 6849	6035	233	...			
2012-494	4877	181	...			
2012-616	21444	279	...			
2026-645	11580	264	...			
2031-307	5664			
2031-418	5378	181	...			
2045-302	14.5	-21.5	11881	*		
2045-358	8371			
2045-381	NGC 6958	12.5 [†]	-20.3	2739	232	...	*	*	*
2048-300	9820	193	0.47			
2054-508	16841			
2059-673	A2059-672	3134	183	...			

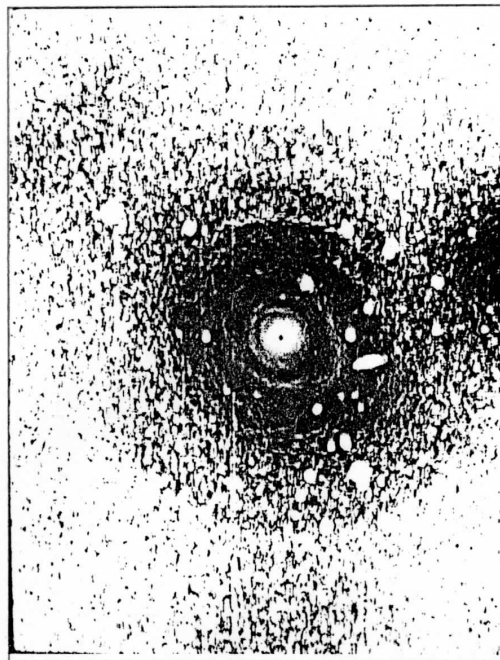
TAB. III.1 – Paramètres des 156 galaxies du catalogue (fin)

Identification		Type	Elli	B_T	M_{BT}	Cz	σ	A_{star}	R	IR	D
2101-125	NGC 7010	1	...	13.8	-21.5	8486	...	0.30	*		
2103-701	17088			
2105-381	14.2	-20.9	7717			
2121-407	IC 5105	12.6 [†]	-21.7	5407	342	...			
2128-430	NGC 7070A			*
2144-299	6935			
2146-351	NGC 7135	12.7 [†]	-20.5	2720 [†]	*	*	
2147-240	8581	...	0.22			
2147-242	14737			
2147-295	14.3	-20.5	6936	...	0.15	*	*	
2147-465	9515	202	0.22			
2149-276	14.9	-20.7	9786	257	...		*	
2150-482	NGC 7145	12.1 [†]	-20.0	1920 [†]			
2151-557	11379	274	0.20			
2155-174	IC 1412 ?	14.0	-20.3	5549	...	0.55	*	*	
2209-676	13250			
2215-429	13353	...	0.45			
2226-357	NGC 7289	13.4	-21.9	8459	267	...			
2228-641			
2229-256	NGC 7294	13.7	*	*	
2235-374			
2239-431	9522	239	...			
2241-582	4619	184	...			
2315-049	NGC 7585	12.1	-21.2	3458	247	0.20		*	
2316-395	14.1	-21.6	10204	219	...			
2330-452	IC 5328	11.8 [†]	-21.2	3050 [†]			
2334-452	15071			
2335-477	A2335-474			
2335-470	16678			
2347-357	14.5	-18.6	3183	265	...			
2351-428			
2355-218	14.3	-21.3	10095			
2356-301	14.4	-21.0	8913			

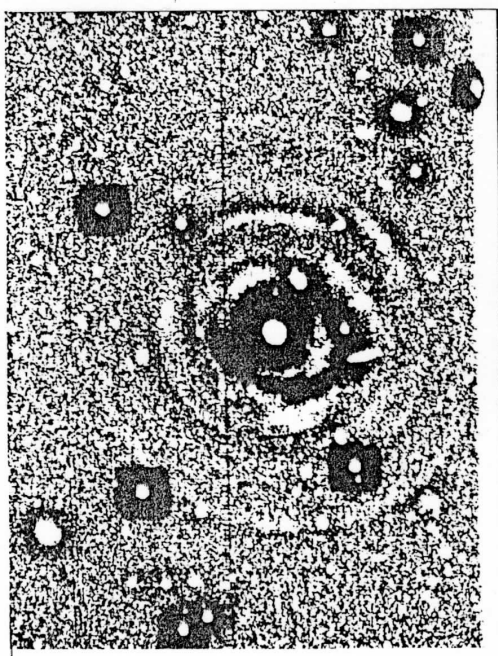
[†]RC2, de Vaucouleurs et al, 1976[‡]Quinn, 1982[¶]Palumbo et al, 1983



Direct CCD red image



Logarithmic gradient of direct red image



Unsharp masked image



Red direct image with smooth elliptical subtracted

Fig 16b : Photographies de 0422-476 à différents stades de traitement illustrant un format possible pour la présentation de notre catalogue de galaxies à coquilles.

Les observations que nous avons décrites en Sect. II.1 ont conduit à une moisson assez impressionnante de données qu'il nous a fallu gérer avec beaucoup de méthode, la difficulté étant accentuée par l'éloignement géographique des membres de notre équipe. Nous disposons actuellement de clichés CCD en deux couleurs B et R exploitables pour environ 120 galaxies, et des spectres à moyenne résolution pour 100 objets (cf Sect. III.3). De façon pratique nous avons essayé d'automatiser au maximum les opérations à effectuer pour réaliser ce projet dans des délais raisonnables. La chaîne de traitement que nous avons décrite en Sect. II.2 a été mise au point pour l'étude détaillée de quelques galaxies (NGC 3923, 0422-476, IC 2977 et NGC 474) et adaptée au projet d'étude statistique, pendant mon séjour à Manchester (Juillet-Août 1987). Ainsi elle doit être appliquée aux galaxies de notre survey CCD en deux couleurs B et R, ce qui représente un traitement complet de plus de 500 clichés (nous disposons d'au moins deux poses pour chaque couleur). Nous obtiendrons ainsi une description géométrique des coquilles pour l'ensemble des galaxies. A présent nous avons classé 69 galaxies selon leur type morphologique (Sect. III.2), et analysé en détail la géométrie de 9 systèmes de coquilles parmi les plus riches (ce qui représente 100 coquilles environ). En ce qui concerne les mesures photométriques des coquilles, nous avons étudié de façon très détaillée 6 galaxies (Sect. IV.3 et Sect. IV.4), surtout pour tester la chaîne de traitement. La détermination des indices de couleur demande beaucoup de soin si on veut aboutir à des barres d'erreur raisonnables. Ce genre de travail va être étendu très bientôt à tous les objets dont nous disposons des images de bonne qualité et dont les coquilles sont suffisamment brillantes pour pouvoir mesurer des indices de couleur, ce qui devrait représenter environ une cinquantaine d'objets.

L'ensemble de ce programme est donc assez ambitieux et nécessite encore beaucoup de travail. Il devrait déboucher à moyen terme sur une série d'articles et ensuite sur un catalogue résumant l'ensemble des résultats, dont un exemple de format possible est décrit en Fig 16a-b. Un certain nombre de paramètres que nous avons déjà obtenus pour les galaxies de notre catalogue sont rassemblés dans la table III.1. Examinons maintenant les premiers résultats que nous avons obtenus.

III.2 Classification des systèmes de coquilles par types, et ellipticité apparente des galaxies

III.2.1 Définition des types

En examinant les clichés de galaxies à coquilles nous avons remarqué que l'on pouvait les classer en trois catégories, selon leur morphologie. Le premier type est constitué par les systèmes présentant des coquilles alignées selon un certain axe, comme celles de NGC 3923 (fig. 34e). Le deuxième type concerne les systèmes où les coquilles ont des angles de position distribués aléatoirement autour de la galaxie, un peu comme le sont les pétales d'une fleur, comme 0422-476 (fig. 16b). Le troisième type concerne les cas où l'on n'observe qu'une coquille et tous les cas difficiles à classer, lorsque les coquilles ne sont pas bien nettes (comme par exemple 0201-196, photo 5). Les galaxies du deuxième et troisième type présentent parfois une structure très perturbée avec des *grandes boucles et des queues*, que la plupart des auteurs reconnaissent habituellement comme le signe d'une interaction gravitationnelle récente avec une autre galaxie. Cela me semble être un argument de poids en faveur de l'hypothèse

TAB. III.2 – Distribution des galaxies à coquilles selon le type

Type	Nombre	Fraction du total	Ellipticité moyenne	Ecart-type
1	19	28 %	3.68	0.67
2	23	33 %	1.90	0.86
3	25	36 %	3.26	1.18
Non classées :	2	3 %	—	—
Total :	69	100 %	2.88	1.20

du mécanisme de formation par fusion.

III.2.2 Corrélation type-ellipticité

Sur la figure 17 nous avons porté en abscisse le type du système selon la définition donnée ci-dessus, et en ordonnée l'ellipticité des galaxies correspondantes. Cette ellipticité a été mesurée à partir des isophotes des clichés CCD (en R, pour éviter au maximum l'effet d'éventuelles bandes de poussière, qui absorbent plus en B). Comme l'ellipticité peut varier d'une isophote à l'autre en fonction du rayon, nous avons pris l'ellipticité maximum. Les isophotes de la galaxie peuvent être perturbées par la présence des coquilles. Mais le rapport luminosité des coquilles sur celle du fond de la galaxie est généralement faible, sauf pour les coquilles externes. Nous avons écarté les isophotes perturbées pour notre estimation des ellipticités.

Sur la figure 17, il apparaît une corrélation du type avec l'ellipticité : *les systèmes à forte ellipticité sont préférentiellement entourés par des systèmes de coquilles de type 1 alors que les systèmes à faible ellipticité le sont par des systèmes de type 2, on n'observe pas de corrélation particulière pour le type 3* (ce qui est un indicateur que notre procédure de classement n'introduit pas de biais, pour ces galaxies tout au moins, lié à l'ellipticité de la galaxie).

Dans la table III.2, le type du système des coquilles figure en colonne 1, le nombre de systèmes concernés en colonne 2, la fraction correspondante en colonne 3. L'ellipticité moyenne ($E = 10 \times (1 - b/a)$) de la galaxie (colonne 4), et l'écart-type correspondant (colonne 5) montrent quantitativement la corrélation entre le type et l'ellipticité, puisque l'écart-type sur les ellipticités est réduit d'un facteur important lorsqu'on classe les systèmes selon les types que nous avons définis.

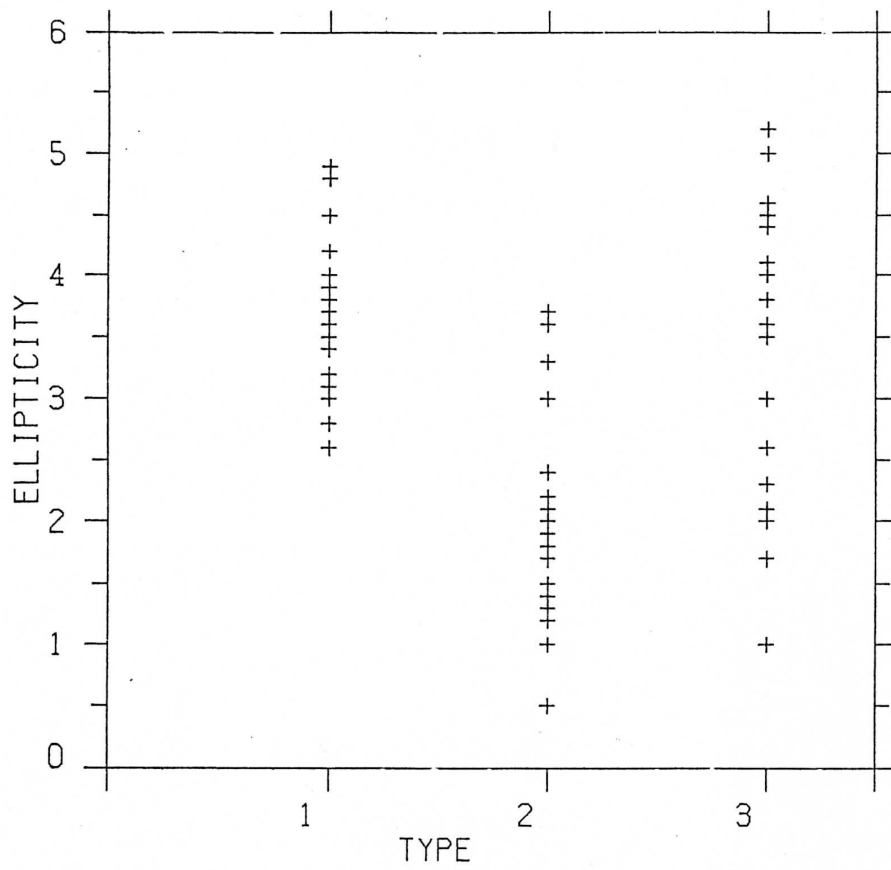


Fig 17 : Diagramme montrant la répartition en ellipticités des différents types de galaxies à coquilles: type 1 = systèmes alignés, type 2 = systèmes où les coquilles sont aléatoirement distribués en azimuth, type 3 = systèmes à une coquille, ou difficiles à classer. Ainsi on n'observe pas de systèmes alignés autour des galaxies d'apparence circulaire ($E < 2$), et aucun système de type 2 autour de galaxies d'ellipticité $E > 4$.

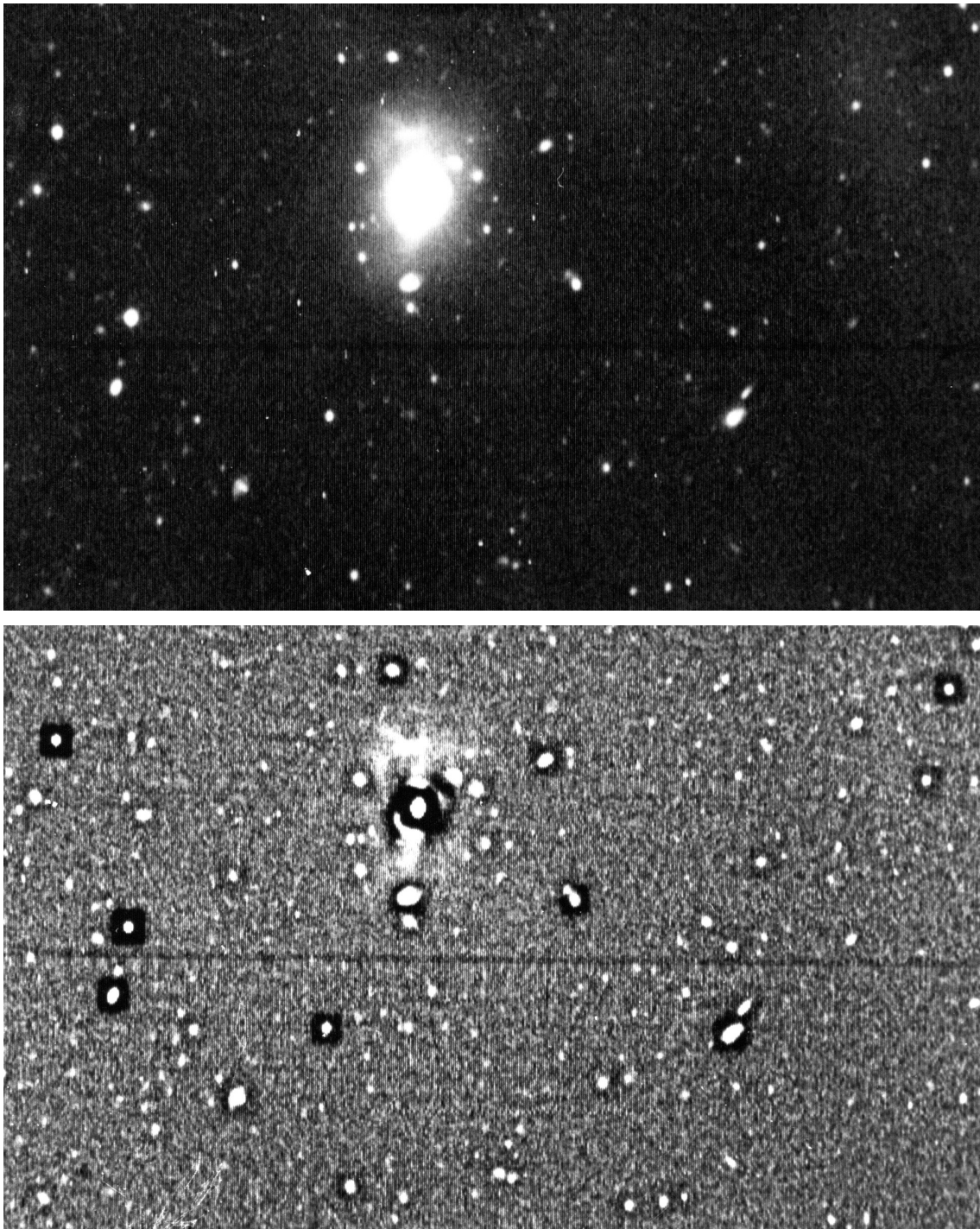


FIG. III.1 – Cliché de 0201-196 (AAT), qui est un exemple de galaxie à coquille de type 3 (cf III.2). En haut, cliché en R non traité. En bas, masque flou.

Problème des effets de projection

On pourrait penser que l'existence des deux types morphologiques 1 et 2 n'est dûe qu'à un effet de projection. Les systèmes de coquilles alignés (donc intrinsèquement de type 1), apparaîtraient comme des systèmes de type 2 lorsqu'on les observerait dans la direction du grand axe, et les systèmes de type 2 comme des systèmes alignés lorsqu'ils seraient vus par la tranche. On pourrait donc aller jusqu'à supposer que tous les systèmes de coquilles que l'on a observés n'appartiennent de façon intrinsèque qu'à un seul type (soit 1, soit 2) et qu'ils n'apparaissent sous la forme de deux types que par effet de projection. Dans ce cas, le rapport de 1 : 1 observé entre systèmes de type 1 et de type 2 indiquerait que l'angle limite critique de projection vaut environ 30 degrés, par rapport au plan perpendiculaire à l'axe d'alignement des coquilles si tous les systèmes étaient intrinsèquement de type 1, ou 30 degrés par rapport au plan équatorial des coquilles s'ils étaient tous intrinsèquement de type 2. Cet angle de visée marquerait la limite entre les deux types morphologiques apparents en projection sur le plan du ciel, alors que dans l'espace en 3 dimensions un seul des deux types existerait réellement.

D'après les simulations de Dupraz et Combes (1987), les effets de projection ne faussent pas l'appréciation des types. Lorsque les systèmes alignés sont vus selon le grand axe, on ne distingue pas les coquilles qui se superposent le long de la ligne de visée. Comme la densité des calottes sphériques, auxquelles s'apparentent les coquilles, ne décroît pas brutalement, il n'est pas possible de distinguer des bords nets, selon cette direction de visée (fig 5). Ils pensent de même que les systèmes de type 2 ne peuvent pas apparaître alignés lorsqu'ils sont vus par la tranche (fig 5). Les simulations de Hernquist et Quinn sont en désaccord avec ce dernier résultat (fig 8). D'après nous, ce désaccord provient de la dispersion des vitesses, du nombre de particules, et de la géométrie différente utilisés par les uns et les autres. Mais actuellement il est très difficile de trancher.

Dans tous les cas cependant, la corrélation entre l'aplatissement apparent de la galaxie et le type morphologique du système de coquilles est significative, et indique l'influence du potentiel de la galaxie sur la forme du système de coquilles formées. Deux questions importantes sont en effet inévitables : *pourquoi les systèmes de coquilles alignés le sont-ils avec le grand axe de la galaxie, et pourquoi n'observe-t-on pas de systèmes de type 2 autour de galaxies ayant une ellipticité apparente supérieur à 4 ?*

Conséquences sur les modèles

Dupraz et Combes (1986) ont constamment affirmé que la forme du potentiel de la galaxie-hôte avait un rôle très important pour la formation des coquilles, et que la morphologie du système de coquilles était liée à celle de la galaxie (cf Sect. I.2). A partir de simulations numériques, ils ont montré que les systèmes alignés (type 1) ne pouvaient se former qu'autour de galaxies allongées, et ne seraient visibles comme tels que pour des directions de visée proches du plan perpendiculaire au grand axe. Les systèmes de type 2 ne s'observeraient qu'autour de galaxies d'apparence sphérique (soit des galaxies réellement sphériques, soit des galaxies aplaties vues selon le petit axe, soit des allongées vues selon le grand axe). *Dupraz et Combes (1986) prévoient donc une corrélation entre le type morphologique du système de coquilles et l'ellipticité apparente de la galaxie qui paraît se confirmer par nos observations.*

Comme nous l'avons déjà mentionné à plusieurs reprises, ces résultats de Dupraz et Combes ont été contredits par Hernquist et Quinn (1988) qui prétendent qu'il n'y a pas de

direction privilégiée pour l'axe de symétrie des systèmes de coquilles alignées (fig 7). Nos observations semblent donc donner raison aux travaux de Dupraz et Combes. Quelles conséquences peut-on en tirer ?

En fait tout dépend de l'origine du désaccord entre ces simulations. Pour le moment la situation n'est pas claire, et malgré les différentes raisons invoquées par les uns et les autres pour expliquer les résultats différents de l'autre groupe, aucun des deux groupes n'a retrouvé avec ses propres simulations les résultats de l'autre groupe (cf Sect. I.2)

Si ce désaccord est dû à la géométrie différente adoptée pour la galaxie, Dupraz et Combes ayant pris un potentiel à ellipticité constante, alors que Hernquist et Quinn ont pris une ellipticité qui décroît vers les grands rayons (qui correspond à la forme de la composante visible), cela impliquerait que *le potentiel total de la galaxie est plus elliptique que ne le suggère la composante visible*, et que donc la galaxie est entourée par un halo massif, elliptique lui aussi, qui s'étend sur de grandes distances. La corrélation que nous avons observée apporterait donc la preuve que des halos de matière invisible entourent les galaxies elliptiques, avec une indication de leur forme : *ils ne seraient pas sphériques* comme on l'a supposé jusqu'à présent, mais auraient une forme du même type que celui de la galaxie.

Cependant cette explication n'est peut-être pas valable, car Dupraz et Combes (communication privée, 1988) ont refait des simulations avec une ellipticité des équipotentielles qui décroît avec la distance au centre, mais n'observent pas de différence notable dans leurs résultats.

Etude de la distribution de l'aplatissement apparent des galaxies à coquilles

D'après l'analyse de Dupraz et Combes, les galaxies présentant des systèmes alignés sont allongées, alors que celles entourés de systèmes de type 2 sont aplaties. Essayons de vérifier cette hypothèse à partir des ellipticités apparentes.

Si l'on suppose que ces galaxies elliptiques sont biaxiales allongées et qu'elles ont une distribution intrinsèque de rapports d'axes $f(q)$, avec $q = b/a$, on peut en déduire la distribution $N(\beta)$ observée en projection sur le plan du ciel (où β est le rapport d'axes apparent en projection) :

$$N(\beta) = \int_0^\beta \left(\frac{q}{\beta}\right)^2 \frac{f(q)\beta dq}{\sqrt{(1-q)^2(\beta^2 - q^2)}} \quad (14)$$

(cf Binney, 1978).

Pour les systèmes aplatis, Sandage et al (1970) ont obtenu :

$$N(\beta) = \int_0^\beta \frac{f(q)\beta dq}{\sqrt{(1-q)^2(\beta^2 - q^2)}} \quad (15)$$

A partir des données du *Second Reference Catalogue of Bright Galaxies* (de Vaucouleurs 1976, RC2 dans la suite), ou de la première version de ce catalogue, différents auteurs ont essayé d'inverser la distribution des rapports d'axes apparents pour en déduire la forme des galaxies. La figure 18 illustre les travaux de Sandage et al (1970). En supposant que toutes les galaxies elliptiques sont biaxiales aplaties, comme on le pensait à l'époque, ils rendent bien compte des ellipticités observées avec une distribution gaussienne des ellipticités intrinsèques de valeur moyenne $E_{int} = 3.5$ et d'écart-type 1.8.

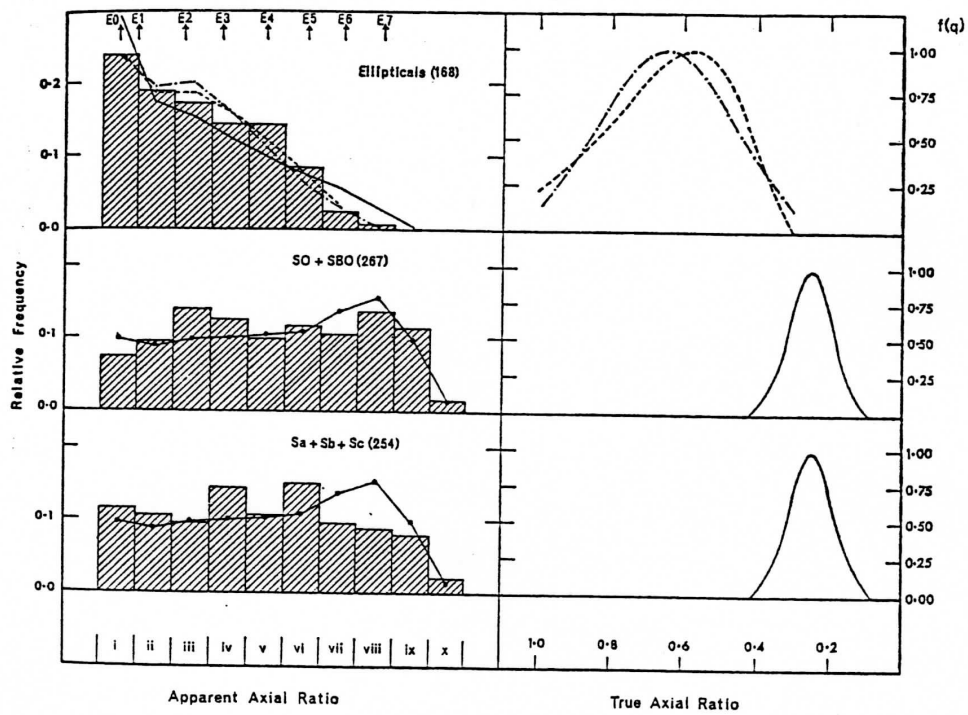


Fig 18 : Distribution des ellipticités des galaxies du *Reference Catalogue of Bright Galaxies* de De Vaucouleurs (1964) selon une étude de Sandage et al (1970). En supposant un modèle biaxial aplati, l'inversion des ellipticités apparentes (diagrammes de gauche) conduit à une distribution des rapports d'axes intrinsèque représentée sur les diagrammes de droite pour les galaxies elliptiques, lenticulaires, et spirales.

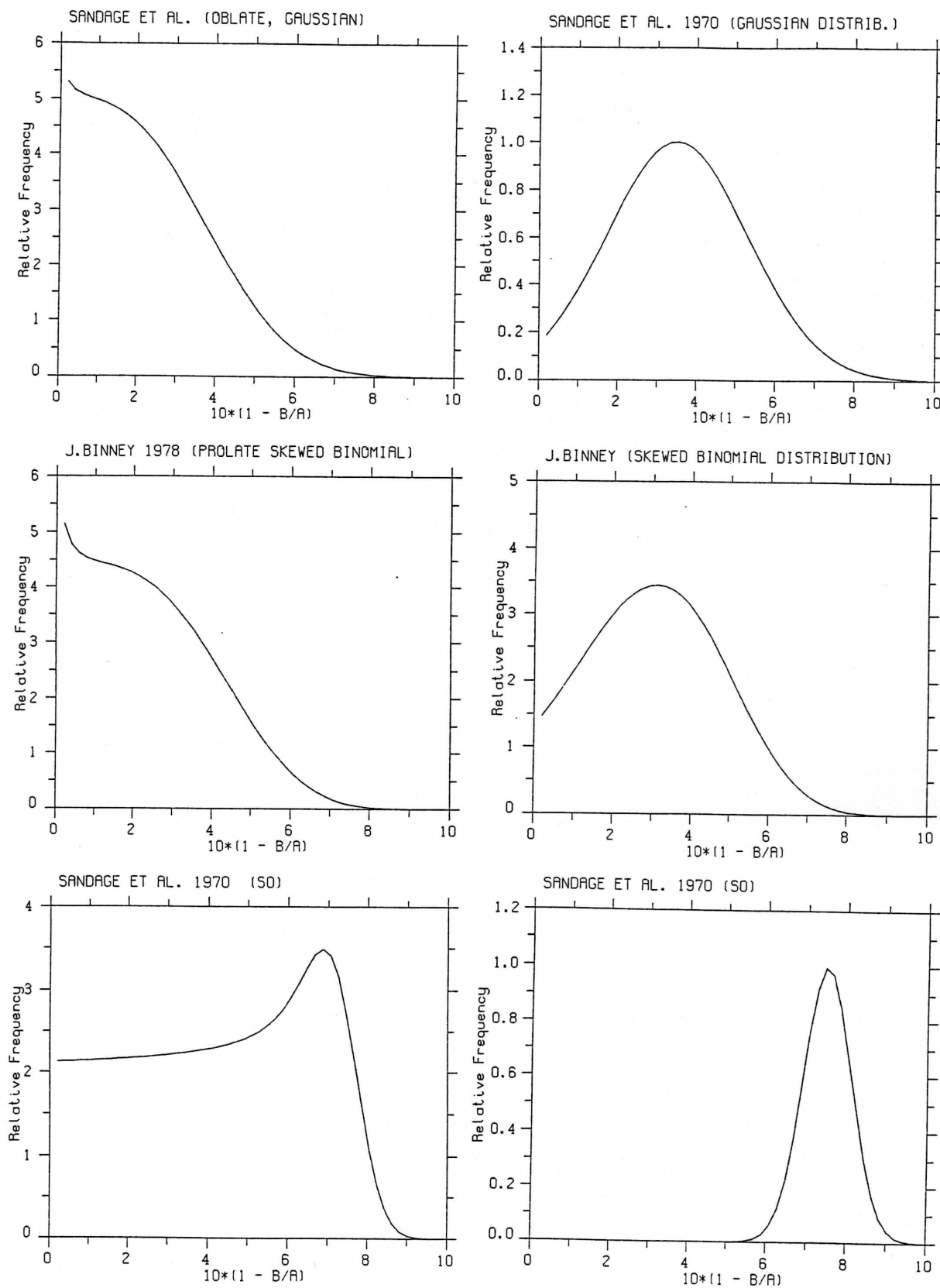


Fig 19 : Modèles d'ellipticité des galaxies elliptiques et lenticulaires : les diagrammes de gauche représentent les ellipticités apparentes, et ceux de droite les ellipticités intrinsèques. Etude des galaxies elliptiques selon Sandage et al (1970), en haut, et De Vaucouleurs et Binney (1981) au milieu, et des galaxies lenticulaires en bas par Sandage et al (1970). Pour plus de détails se reporter au texte.

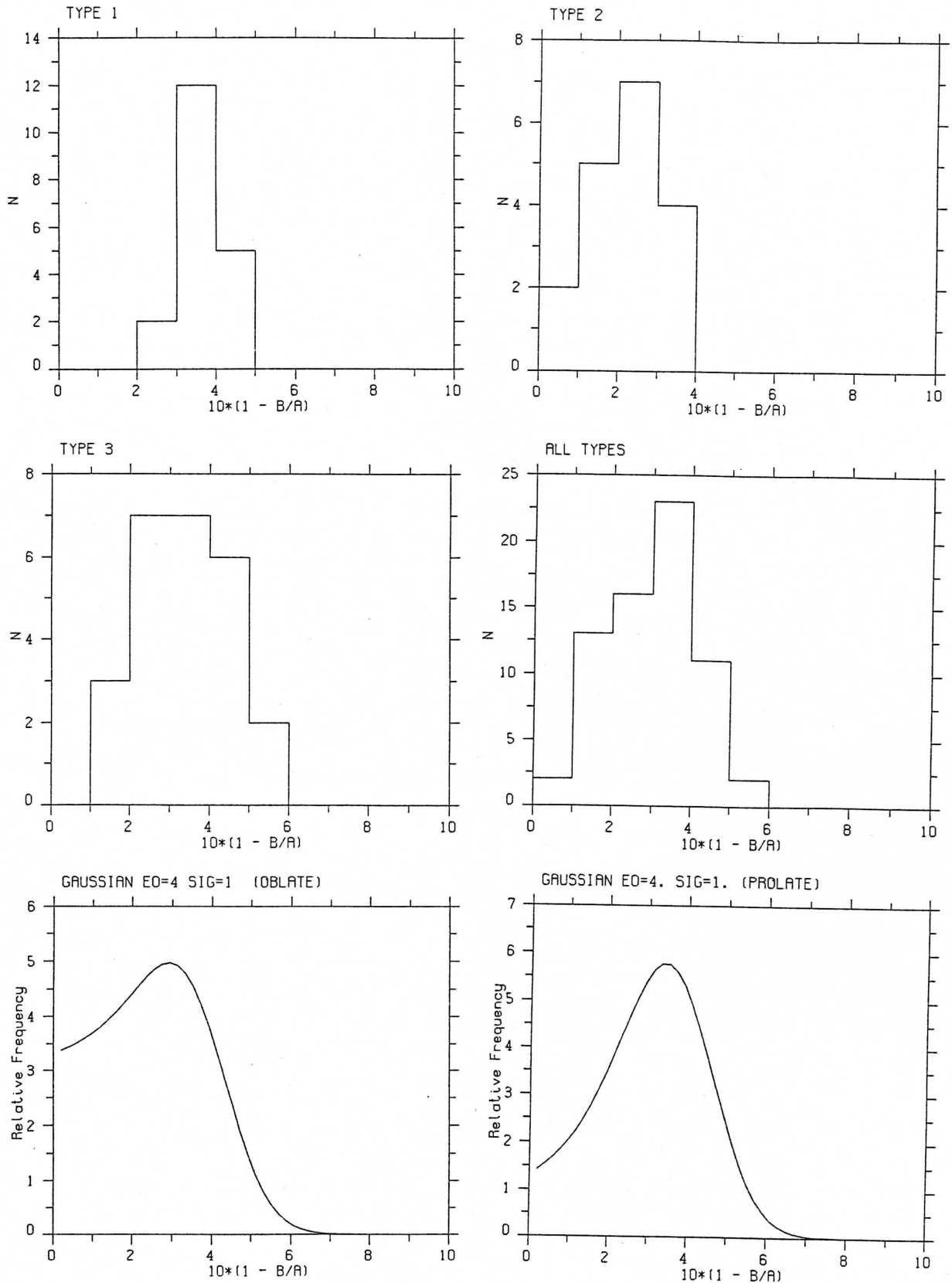


Fig 20 : Ellipticités apparentes d'un échantillon de 70 galaxies à coquilles des différents types (4 diagrammes du haut) : type 1 = systèmes alignés, type 2 = systèmes où les coquilles sont aléatoirement distribués en azimuth, type 3 = systèmes à une coquille, ou difficiles à classer. Diagrammes du bas : exemples de modèles biaxiaux, aplati (à gauche), et allongé (à droite).

En supposant que toutes les galaxies elliptiques sont biaxiales allongées, Binney (1978) en déduit une distribution intrinsèque de paramètres voisins (cf Fig 19). Une autre étude de de Vaucouleurs et Binney (1981) aboutit à des résultats analogues, avec une valeur moyenne $E_{int} = 3.8$ identique dans le cas aplati ou allongé.

Nous avons tracé la distribution des ellipticités apparentes E_{app} des 69 galaxies à coquilles du catalogue de Malin et Carter dont nous avons des clichés en Janvier 1987 (Fig 20) et nous avons essayé d'ajuster quelques modèles, tout en ayant bien conscience qu'il pouvait être dangereux de faire des statistiques sur un échantillon aussi faible. Lorsqu'on compare la distribution de notre échantillon à celle des galaxies elliptiques du RC2, on remarque une déficience très nette en galaxies d'apparence circulaire. L'explication la plus vraisemblable est que nous ne mesurons pas l'ellipticité des galaxies de la même façon que de Vaucouleurs. Nous prenons l'ellipticité maximum, moyennée sur plusieurs isophotes non perturbées par la présence d'étoiles ou de coquilles. De Vaucouleurs a choisi de prendre l'ellipticité de l'isophote de magnitude de surface $\mu = 25$. Tout au moins, c'est ainsi qu'il définit ce paramètre, car en fait la majorité des valeurs du RC2 ont été déterminées *visuellement* à partir de plaques de Schmidt, ce qui laisse supposer une définition beaucoup moins stricte. Cela correspond néanmoins à une ellipticité des régions externes des galaxies. Or l'ellipticité des galaxies elliptiques tend généralement vers de faibles valeurs pour de grands rayons. Ceci explique donc pourquoi notre distribution basée sur des valeurs maximum pour l'ellipticité montre une déficience pour les petites valeurs de E_{app} par rapport aux valeurs du RC2.

Nos mesures sont homogènes et peuvent donc être comparées à des modèles, que nous prendrons très simples. Lorsqu'on suppose que les galaxies sont biaxiales aplaties, les courbes obtenues sont fortement asymétriques (cf fig 20), alors que si on les suppose allongées les courbes sont plus symétriques, et correspondent mieux à la distribution de notre échantillon total. Si on se risquait à donner des valeurs, on pourrait prendre $E_{int} \approx 4$ pour valeur moyenne des ellipticités intrinsèques, avec un écart-type $\sigma_{E_{int}} \approx 2$. Ces valeurs ne sont donc pas très éloignées de celles données par les études citées ci-dessus portant sur toutes les galaxies elliptiques du RC2.

Si l'on trace les distributions d'ellipticité pour les trois types de galaxies à coquilles définis ci-dessus, on obtient une courbe de type gaussien pour le type 1, compatible avec une population de galaxies allongées d'ellipticité intrinsèque moyenne $E_{int} \approx 4$, avec $\sigma_{E_{int}} \approx 1$. La distribution des galaxies de type 2 peut être compatible avec les deux types allongé ou aplati, avec $E_{int} \approx 3$ et $\sigma_{E_{int}} \approx 1$. Les galaxies de type 3 suivent la distribution globale, somme de tous les types. Les incertitudes dûes au faible nombre de galaxies sont très grandes, et il serait dangereux de conclure, mais il semble bien que nos résultats aillent dans le sens des simulations de Dupraz et Combes (1985).

Biais possibles

Nous ne pensons pas que la sélection des galaxies du catalogue de Malin et Carter ait conduit à éviter de façon systématique des systèmes qui seraient alignés le long du petit axe de galaxies allongées tels que le prédisent Hernquist et Quinn (cf Sect. I.2). Il serait même plus facile de détecter de tels systèmes que ceux que l'on observe effectivement. En effet la luminosité de la galaxie décroît plus rapidement dans le sens du petit axe et donc, toutes choses étant égales par ailleurs, le contraste serait plus favorable.

Rappelons que la sélection des galaxies à coquilles par Malin et Carter est basée sur un

examen visuel des clichés du survey SRC/ESO et que, du fait de la forte luminosité centrale des galaxies qui conduisait à des densité de plaque élevées, ils ne pouvaient pas voir de coquilles internes. Leur catalogue contient donc préférentiellement des galaxies qui ont des coquilles externes. Ainsi pourrait-on peut-être penser que cette corrélation n'existe que pour les galaxies à coquilles préférentiellement externes. Cependant si le potentiel de la galaxie-hôte a une influence sur les coquilles externes qui sont les moins liées gravitationnellement, cette influence sera vraisemblablement plus marquée pour les coquilles internes.

Une autre explication serait que les isophotes sont déformées par la présence d'une quantité importante d'étoiles provenant du compagnon dans le cadre de la fusion, ou qui ont été formées de façon interne dans le cas des autres modèles. Ces étoiles oscilleraient de part et d'autre du centre sans faire forcément partie d'une coquille puisqu'elles ne seraient pas toujours au voisinage de leur apocentre. Les simulations numériques peuvent fournir une estimation du rapport entre les étoiles qui constituent les coquilles sur le nombre total. D'après les histogrammes de Dupraz et Combes (1986) ou ceux de Hernquist et Quinn (1988), ce rapport est de l'ordre de $1/2$. Jusqu'à présent les quelques tentatives de mesures de la luminosité intégrée des coquilles ont donné des estimations de 10 % à 20% de la luminosité de la galaxie (cf Sect. IV.3), ce qui n'est pas négligeable. *Si on pouvait montrer que cela suffit à déformer le potentiel de la galaxie, et accroître l'aplatissement dans le sens de la rencontre avec le compagnon lors d'une collision radiale, cela fournirait une autre explication à l'alignement des coquilles le long du grand axe de la galaxie.*

Conclusions de notre étude morphologique

En résumé, cette étude des ellipticités montre que :

- Les systèmes de coquilles alignées ne sont jamais visibles autour d'une galaxie d'apparence sphérique ou presque sphérique, et l'axe d'alignement est confondu avec le grand axe apparent de la galaxie. Si l'on suppose qu'il existe des systèmes de coquilles alignées le long d'un axe, dans l'espace à trois dimensions, cela implique que *les galaxies possédant des systèmes de coquilles alignées sont des galaxies allongées.*

- *Les systèmes de type 2 ne sont jamais observés autour d'une galaxie à forte ellipticité dans le plan du ciel.*

Nous pensons qu'il faut être très prudent avec les interprétations sur la forme du potentiel des galaxies déduites des simulations numériques puisque jusqu'à présent les résultats des simulations sont en partie contradictoires (cf Sect. I.2). Cependant il semble bien que cette première étude statistique confirme les prédictions de Dupraz et Combes, plutôt que celles de Hernquist et Quinn. Si l'origine de ce désaccord est liée à la forme du potentiel utilisé dans les simulations, cette constatation a des implications au niveau de la forme du potentiel total (y compris le halo) autour des galaxies elliptiques, et suggère une forme du halo non sphérique, du même type que celle de la composante lumineuse.

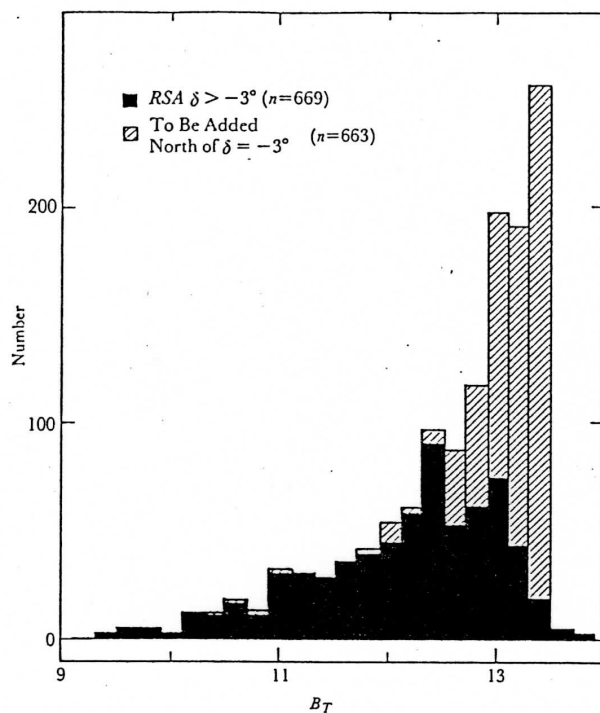


Fig. . Illustrates the incompleteness of the *RSA* as listed. The solid histogram is the distribution of apparent B_T magnitudes for all galaxies in the *RSA* north of declination -3° . The hatched additions are the galaxies north of $\delta = -3^\circ$ not listed in the *RSA* that are brighter than $B_T = 13^m4$, found by reducing the Zwicky Catalogs to the B_T system.

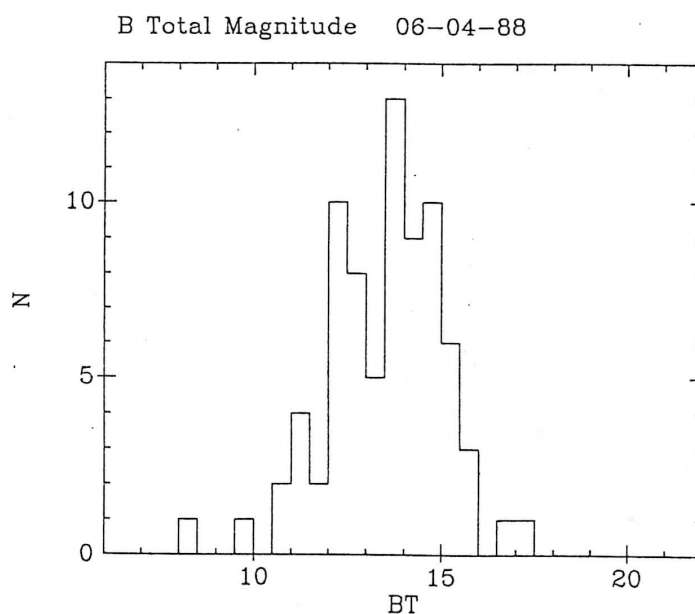


Fig 21 : Distribution des magnitudes apparentes d'un échantillon de 70 galaxies à coquilles (en bas), et comparaison avec la distribution des galaxies du *Revised Shapley-Ames Catalogue* de Sandage et Tamman (1981) (en haut), ce qui illustre le degré de non-complétude de notre catalogue.

III.3 Spectroscopie du catalogue de Malin et Carter, et découverte de signes de formation stellaire récente

Les galaxies du catalogue de Malin et Carter sont relativement peu brillantes (Fig 21), et leurs vitesses radiales n'étaient pas connues pour la plupart. Un des premiers objectifs de notre étude statistique fut d'obtenir des spectres à moyenne résolution (66 \AA/mm soit environ 2 \AA/pixel), pour en déduire une estimation de la distance et éventuellement, si le rapport signal sur bruit était suffisant, la dispersion des vitesses, et une estimation de la masse.

En Janvier 1987, peu avant mon retour en France, D. Carter et moi-même avions obtenu une nuit d'observation à l'AAT en spectroscopie sur ce programme (cf Table III.3. Quelle a été notre surprise lorsque à la place des spectres caractéristiques des galaxies elliptiques, nous avons aperçu des spectres *complètement différents*, dominés par les raies de Balmer en absorption, très profondes (Fig 22-23) ! Le phénomène s'est confirmé lors des missions suivantes en Mai, puis en Juin 1987. Il a fallu se rendre à l'évidence : près de 20 % de ces galaxies elliptiques ou lenticulaires, avaient des spectres présentant des signes évidents d'une formation récente d'étoiles en quantité importante dans les régions centrales (cf Table III.1). *Il semble donc que l'on ait réussi enfin à trouver une propriété qui différencie les galaxies à coquilles des autres galaxies elliptiques ou lenticulaires.* A notre connaissance, on n'a pas observé d'autres galaxies elliptiques proches présentant des spectres semblables avec des raies de Balmer aussi marquées, mis à part peut-être quelques galaxies très particulières comme VII Zw 421 et II Zw 67 (= NGC 4853) du catalogue de Zwicky (Sparke et al 1980) ou NGC 5102 (Gallagher et al 1975). Les deux premières sont décrites par Zwicky comme des "SO compactes anormales". Il est d'ailleurs possible que ces galaxies, dont les spectres ressemblent à ceux de notre échantillon, possèdent aussi des coquilles. Mais ce qui est remarquable dans notre cas, c'est que les galaxies à coquilles qui présentent des spectres "anormaux" ne présentent pas de traits particuliers, et mis à part les coquilles, seraient classées pour la plupart parmi les galaxies "normales".

III.3.1 Comparaison avec les spectres des galaxies elliptiques et lenticulaires

Rappelons que les spectres des galaxies elliptiques et lenticulaires sont généralement représentatifs d'une population stellaire vieille, avec un continu semblable à celui des spectres d'étoiles G-K et de larges bandes d'absorption (raies d'hydrogène assez faibles et nombreuses raies métalliques, voir Fig 24a). Certaines galaxies elliptiques présentent des raies d'émission, mais à de très faibles niveaux. La sensibilité des détecteurs augmentant, la fraction de galaxies présentant des raies d'émission croît régulièrement au fil des nouvelles publications. Phillips et al (1986) ont détecté des raies de [NII] pour environ 50 % à 60 % des galaxies d'un survey de 203 galaxies elliptiques et lenticulaires. Les spectres sont cependant typiques d'une population stellaire vieille, mais avec une superposition de raies fines, généralement de faible intensité, qui témoignent de la présence de gaz ionisé, en faible quantité ($M_{HII} \leq 10^5 M_{\odot}$). A partir d'une étude des rapports de raies des galaxies qui présentent les raies d'émission les plus intenses, Phillips et al ont montré que les rapports de raies présentaient les caractéristiques des spectres de LINER's (*Low-Ionization Nuclear Emission-line Regions*).

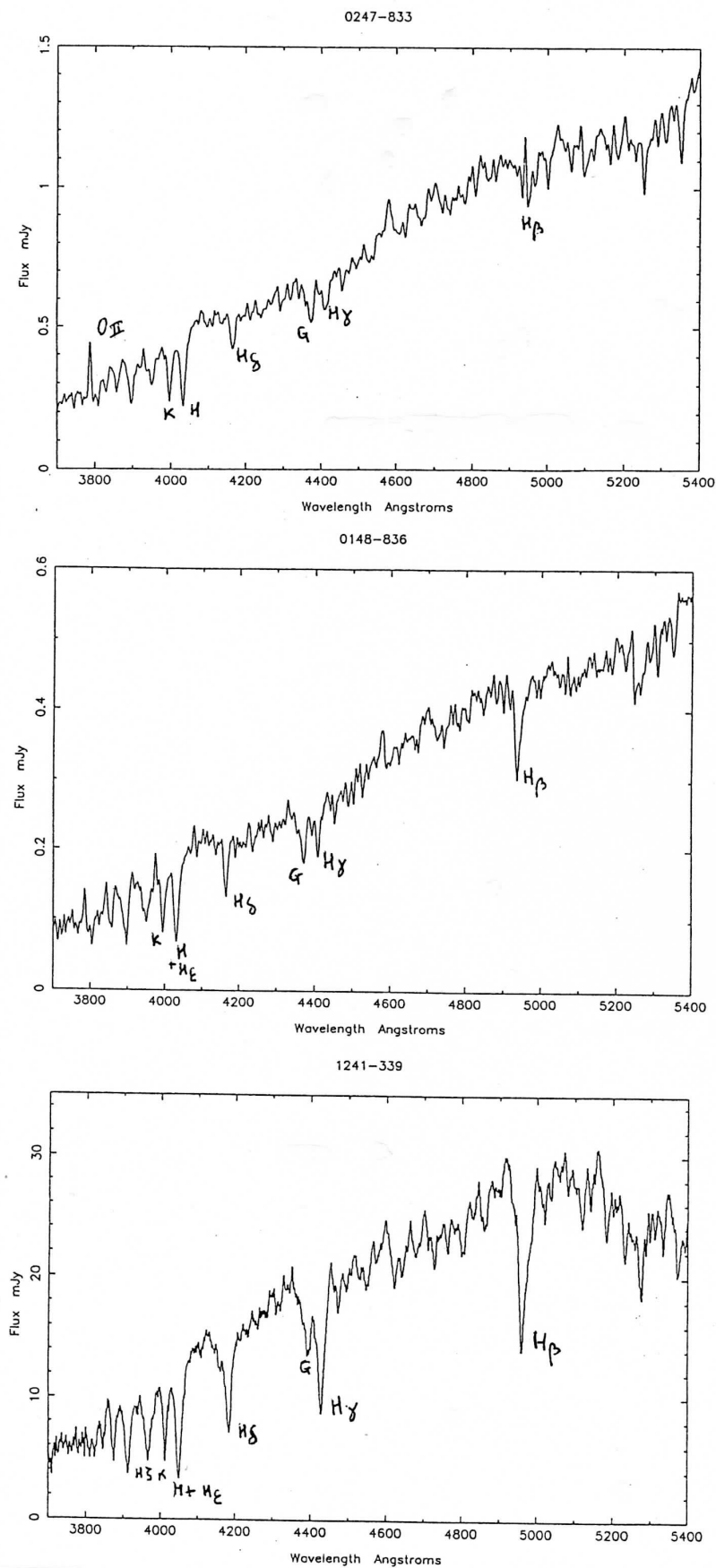


Fig 22 : Spectres de galaxies à coquilles montrant des signes de formation récente d'étoiles. Noter l'accentuation des raies de Balmer en absorption lorsqu'on passe du spectre du haut à celui du bas.

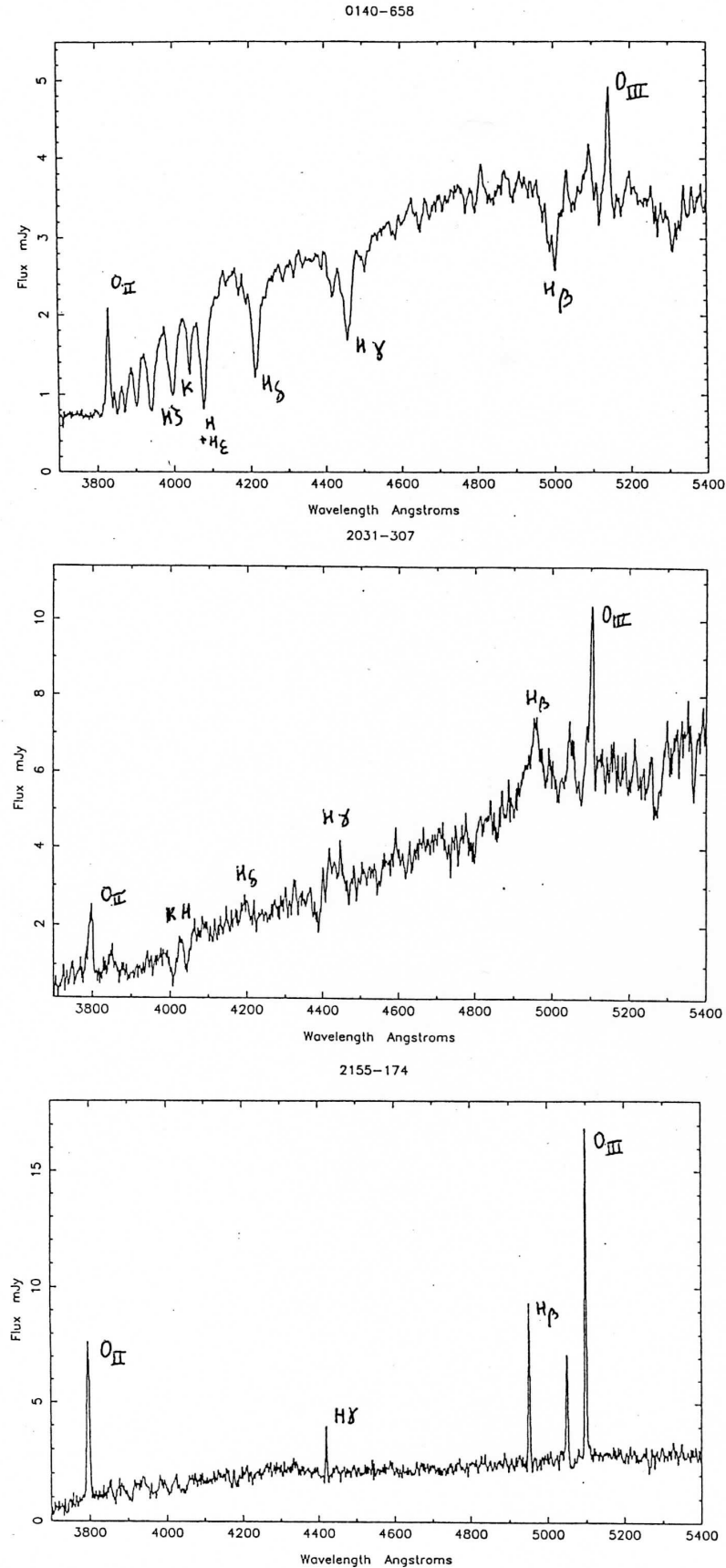


Fig 23 : Spectres de galaxies à coquilles à noyaux actifs caractérisés par la présence de raies intenses en émission. 2031-307 a un spectre de Seyfert de type 1, et 2155-174 de Seyfert de type 2.

Parmi les galaxies à noyaux actifs on peut distinguer en trois classes selon l'aspect du spectre. Par ordre d'“activité” croissante, on note : *les régions HII, les LINER's, et les Seyferts*. Les régions HII sont excitées par des étoiles massives nouvellement formées. L'activité des galaxies de Seyfert est vraisemblablement due à la présence d'une source d'énergie compacte et très puissante (trou noir massif ?) au centre de la galaxie. Les LINER's s'apparentent un peu aux Seyferts, mais les énergies en jeu sont beaucoup plus faibles. Le mécanisme d'émission des LINER's n'est pas encore connu (voir discussion de Heckman, 1987), mais la source d'excitation semble plus étendue et beaucoup moins puissante que celle des Seyferts.

Du point de vue observationnel, la raie de [OI] à 630 nm permet de séparer les régions HII, où elle est faible, des LINER's et Seyferts où elle est intense. Les régions HII ont en effet une limite bien marquée entre le gaz ionisé chaud à l'intérieur de la sphère de Stromgren, et le gaz neutre froid à l'extérieur. Il n'y a donc qu'une petite zone intermédiaire, avec du gaz chaud et neutre, où la raie de [OI] à 630 nm peut être produite (par un mécanisme d'excitation par collisions). Cette limite bien marquée est la conséquence des faibles énergies des photons ionisants typiques émis par les étoiles OB, qui ne peuvent pas pénétrer très profondément dans le gaz neutre et froid environnant. Par contre les noyaux des Seyferts produisent des photons très énergétiques, en quantité, qui peuvent pénétrer profondément à l'intérieur du gaz neutre. Ces photons excitent ainsi une zone étendue de gaz chaud pratiquement neutre, qui devient une source intense d'émission de [OI] à 630 nm.

D'après Heckman (1987), les LINER's ne formeraient pas une classe homogène, et les mécanismes d'émission pourraient être différents d'un objet à l'autre. Plusieurs mécanismes ont été proposés. Certaines LINER's seraient des galaxies de Seyfert de faible énergie (“mini-Seyferts”), pour d'autres, l'émission serait produite à partir de flux d'accrétion (“cooling accretion flows”), ou bien par des vents galactiques engendrés par les supernovae, ou enfin seraient la conséquence d'une collision avec une autre galaxie.

Ainsi les raies d'émission présentes assez fréquemment dans nos spectres (cf table III.1) sont en accord avec les observations récentes de galaxies elliptiques et lenticulaires (Phillips et al, 1986, Véron et Véron-Cetty, 1986, par exemple). D'ailleurs Phillips et al (1986) avaient déjà observé 18 galaxies à coquilles qui appartenaient à leur échantillon de 203 objets, et n'avaient pas remarqué de corrélation avec la présence de raies d'émission. L'origine des raies d'émission des LINER's à coquilles serait donc vraisemblablement le quatrième mécanisme proposé par Heckman (1987), à savoir la conséquence d'une fusion avec la galaxie, celle-là même qui a donné naissance aux coquilles. Par contre la présence de raies de Balmer aussi intenses que celles que nous avons observées (cf table III.3 des largeurs équivalentes de Carter et al 1988, en appendice 2) était tout à fait inattendue.

Parmi les spectres que nous avons obtenus, quelques uns présentent les caractéristiques des galaxies de Seyfert (de type 1 et 2) avec des raies d'émission intenses (Fig 23). Ainsi que nous l'avons mentionné, les galaxies de Seyfert sont des galaxies à noyau actif. Elles présentent un noyau compact, d'apparence stellaire, plus lumineux à lui seul que le reste de la galaxie. Le spectre montre un degré d'excitation élevé (OIII, NII). Le continu du spectre n'est pas thermique, une partie de l'énergie provenant de rayonnement du type synchrotron (émission radio) et réémission par des poussières (excès IR). L'origine de l'activité du noyau est encore un sujet de discussion. Certains invoquent la présence d'un trou noir au centre dont l'activité “cannibale” serait réactivée dans le noyau, éventuellement après une rencontre avec du gaz intergalactique ou avec une autre galaxie. Là encore, comme pour les LINER's, l'existence de galaxies à coquilles à noyau actif pourrait renforcer l'hypothèse d'une réactivation

TAB. III.3 – Mesures spectroscopiques des galaxies à coquilles faites à l'AAT en 1988 (cf Carter et al. 1989) (début).

Galaxy	Observed	cz km/s	Error km/s	σ km/s	Error km/s	R	A stars %	Error %
0020–193	June 87	15910	104			4.6		
0140–658	Jan 87	8216	31	252	47	17.9	60	10
0148–836	Jan 87	4652	37	188	71	14.8	45	15
0154–394	Jan 87	5606	38			14.3		
0247–833	Jan 87	4878	33	196	61	16.9	30	15
0321–426	Jan 87	8771	42			13.9		
0331–328	Jan 87	22560	66			7.8		
NGC 1403	Jan 87	4299	24	189	46	23.5		
0340–600	Jan 87	17988	72			7.1		
0358–606	Jan 87	14457	42	267	61	13.0		
0410–291	Jan 87	18743	50	215	91	10.6		
0422–345	Jan 87	14524	41			13.0		
0422–476	Jan 87	4270	31	169	76	17.5		
0422–536	Jan 87	12632	43	291	56	12.7		
0449–324	Jan 87	18253	69	255	100	7.5		
0459–449	Jan 87	10108	38	194	71	14.5		
0526–398	Jan 87	15216	51	262	74	10.5		
NGC 2012	Jan 87	4876	37	240	59	14.7		
0540–479	Jan 87	14726	46	234	73	11.7		
0548–181	Jan 87	2941	37			14.6		
0550–380	Jan 87	14435	59	241	92	8.9		
0558–553	Jan 87	11000	44	229	73	12.4		
NGC 2205	Jan 87	8385	33	239	53	16.5		
0632–629	May 87	8444	112			4.2		
0657–498	Jan 87	13512	50	210	91	10.6		
NGC 2502	Jan 87	1102	24	173	52	23.4		
0838–733	Jan 87	5279	41			13.1		
NGC 2865	May 87	2607	27	208	49	20.7	30	10
NGC 2945	Jan 87	4630	28	270	40	19.9		
NGC 2996	Jan 87	8775	39	223	66	13.9		
0950–291	Jan 87	11475	66			7.9	15	15
NGC 3051	Jan 87	2552	33	231	52	16.8		
1013–341	Jan 87	8745	32	241	50	17.5		
1035–285	Jan 87	3959	37	173	80	14.8		
1038–368	Jan 87	4293	27	215	49	20.5		
1046–194	Jan 87	4266	31	213	56	18.1	30	10

TAB. III.3 – Mesures spectroscopiques des galaxies à coquilles faites à l'AAT en 1988 (cf Carter et al. 1989) (suite).

Galaxy	Observed	cz km/s	Error km/s	σ km/s	Error km/s	R	A stars %	Error %
NGC 3706	May 87	2975	20	270	27	28.0		
NGC 3923	May 87	1773	25	293	32	22.9		
IC 2977	June 87	3009	19	236	30	17.0		
1200–433	Jan 87	4612	36	218	65	15.3		
1208–337	Jan 87	6815	43	180	88	12.5	50	15
1237–202	June 87	8588	35	201	66	15.5	22	7
1241–339	Jan/June 87	6074	30	183	50	20.4	46	6
1252–266	May 87	4826	32	305	39	17.3		
1256–191	May 87	6242	61			8.6	15	15
1257–439	Jan 87	9644	76	340	91	6.7		
1301–301	June 87	3629	30	189	61	18.3		
NGC 4936	June 87	3220	30	310	36	18.7		
1302–170	Jan 87	10865	60			8.6		
1304–202	May 87	13593	54	266	79	9.8		
IC 4200	Jan 87	3938	51	211	92	10.5		
NGC 4993	Jan/May 87	2915	22	205	45	16.7		
NGC 5018	May 87	2786	27	213	49	20.6		
1330–314	May 87	14651	48	233	76	11.2		
IC 4329	May 87	4506	24	284	32	23.1		
1425–352	May 87	7538	31	288	42	17.9		
NGC 5670	May 87	2885	21	174	48	26.7	30	10
1439–196	May 87	5991	32	176	72	17.2		
1520–410	May 87	7811	51	210	92	10.6		
1603–180	May 87	6722	49	245	78	10.9		
1805–833	May 87	5091	34			16.3		
1838–614	May 87	4799	34			16.2		
NGC 6776	May 87	5495	31	213	56	17.9		
1927–645	May 87	4002	34	207	62	16.2		
NGC 6849	May 87	6035	35	233	55	15.9		
2012–494	May 87	4877	32	181	58	18.3		
2012–616	June 87	21444	58	279	78	9.2		
2026–645	June 87	11580	51	264	75	10.5		
2031–307	June 87	5664	80			6.3		
2031–418	May 87	5378	28	181	53	20.2		
2045–302	June 87	11881	47			11.3		
2045–358	June 87	8371	61			8.5		
NGC 6958	May 87	2739	25	232	40	22.1		

TAB. III.3 – Mesures spectroscopiques des galaxies à coquilles faites à l'AAT en 1988 (cf Carter et al. 1989) (fin).

Galaxy	Observed	cz km/s	Error km/s	σ km/s	Error km/s	R	A stars %	Error %
2048–300	June 87	9820	35	193	67	15.7	47	7
2054–508	June 87	16841	77			6.6		
2059–673	June 87	3134	29	183	55	19.4		
NGC 7010	June 87	8486	55			9.6	30	15
2103–701	June 87	17088	74			6.9		
2105–381	June 87	7717	48			11.2		
IC 5105	June 87	5407	57	342	68	9.3		
2144–299	June 87	6935	52			10.2		
2147–240	June 87	8581	47			11.2	22	10
2147–242	June 87	14737	85			5.9		
2147–295	June 87	6936	57			9.4	15	15
2147–465	June 87	9515	44	202	82	12.3	22	10
2149–276	June 87	9786	40	257	57	13.5		
2151–557	June 87	11379	51	274	69	10.4	20	20
2155–174	June 87	5549	64			8.1	55	20
2209–676	June 87	13250	72			7.1		
2215–429	June 87	13353	95			5.2	45	15
2226–357	June 87	8459	44	267	64	12.3		
2239–431	June 87	9522	56	239	88	9.5		
2241–582	June 87	4619	36	184	68	15.4		
NGC 7585	June 87	3458	41	247	64	13.4	20	15
2316–395	June 87	10204	41	219	76	13.1		
2334–452	June 87	15071	82			6.1		
2335–470	June 87	16678	97			5.0		
2335–477	June 87	3183	35	265	51	15.6		
2355–218	June 87	10095	55			9.6		
2356–301	June 87	8913	81			6.3		

d'une source centrale à la suite d'interaction gravitationnelle.

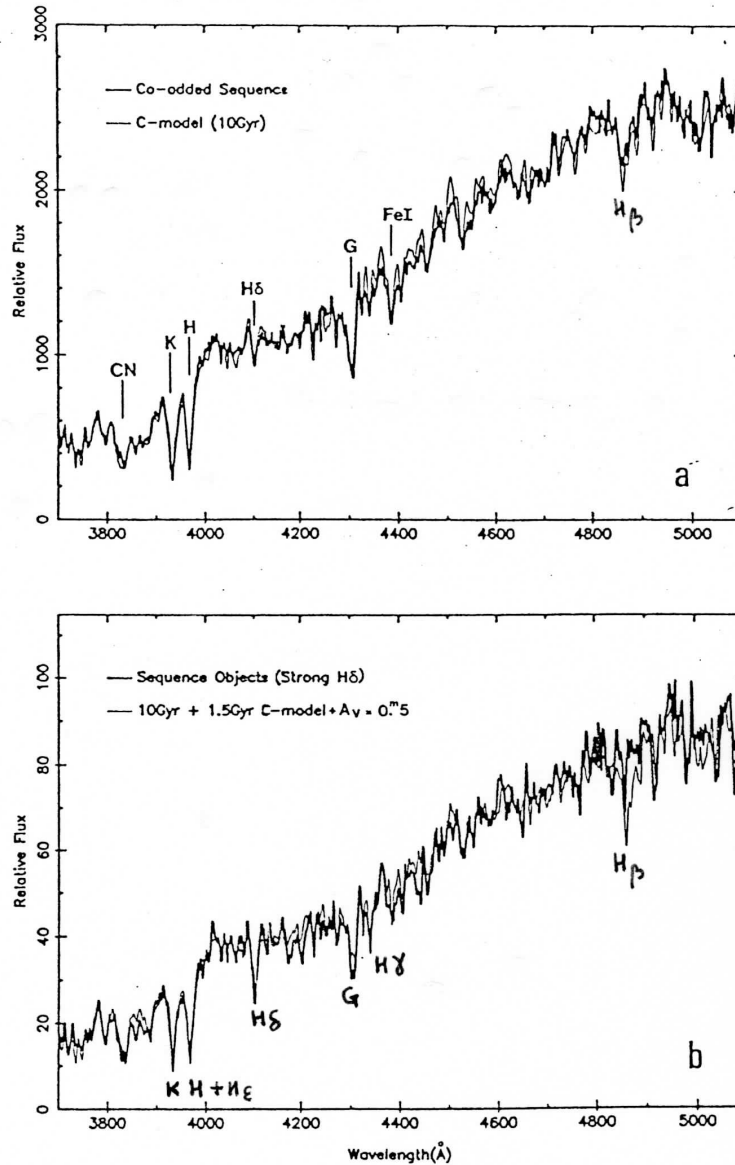
Dans la rubrique des galaxies à coquilles actives, on peut aussi noter Markarian 325 (= NGC 7673), qui est entourée d'une ou de deux coquilles diffuses (Dettmar et al, 1984). Les galaxies de Markarian sont des galaxies à excès ultra-violet que l'on a d'abord découvert avec un usage intense du prisme-objectif. Elles ne forment pas une classe homogène. Cet excès UV est généralement dû à deux causes principales : soit une activité stellaire intense qui accompagne une émission thermique intense, soit une excitation forte dont le mécanisme est à expliquer, et qui donne une émission non-thermique. NGC 7673 fait partie de la première catégorie et présente de nombreuses zones actives d'émission très denses et réparties sur l'ensemble de la galaxie (galaxie à grumeaux) qui sont vraisemblablement des zones de formation stellaire particulièrement intenses. Elle appartient à la classe des irrégulières géantes. A ce propos, West et al (1987) ont repéré une structure ressemblant fort à une coquille autour du Grand Nuage de Magellan.

III.3.2 Comparaison avec les spectres de galaxies d'amas lointains

Si les spectres particuliers, à raies de Balmer très marquées, obtenus dans notre survey paraissent anormaux lorsqu'on les compare aux spectres des galaxies elliptiques proches, il ressemblent par contre beaucoup à ceux découverts récemment dans les amas lointains (Dressler et Gunn, 1983, Mellier et al, 1987).

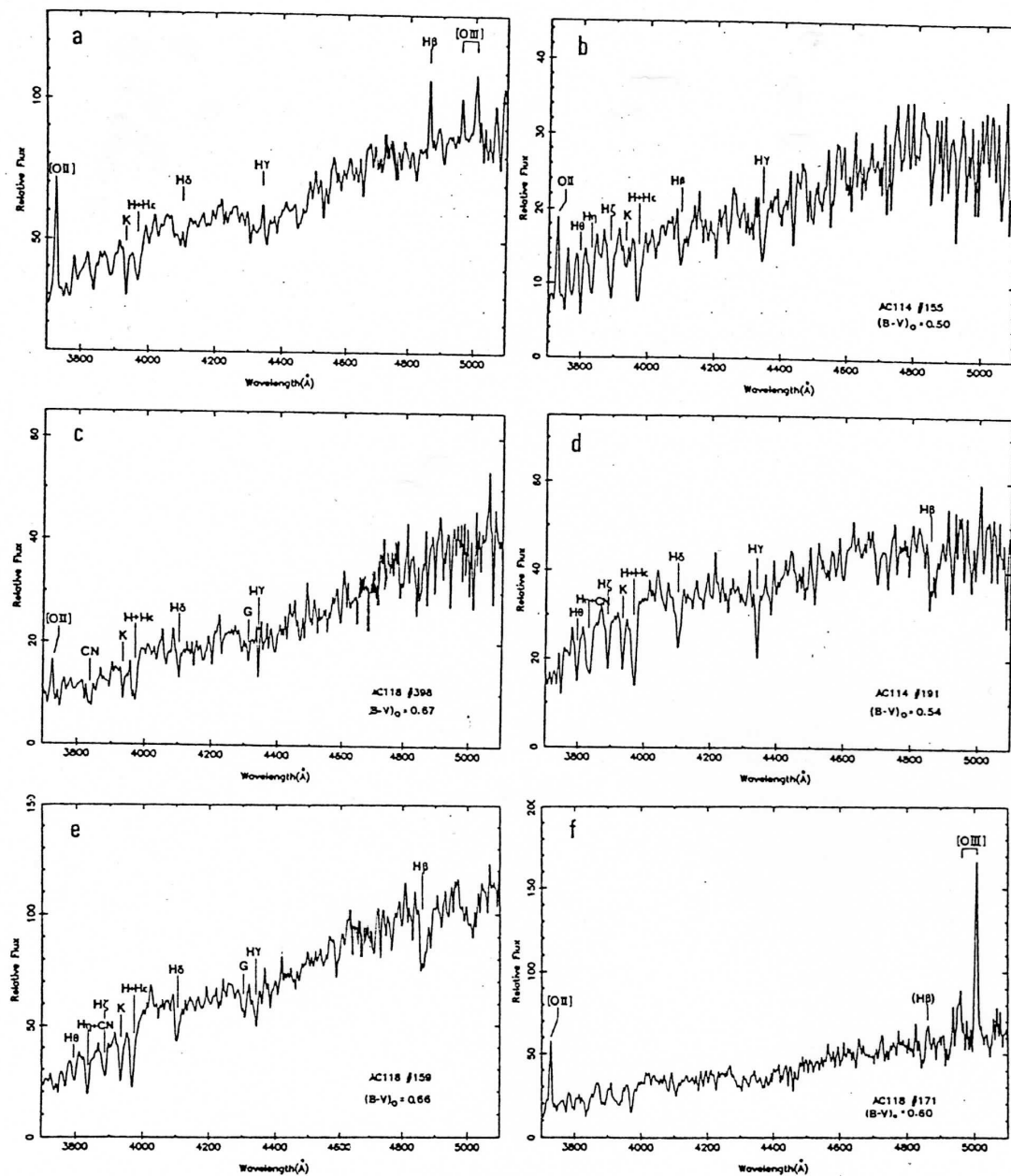
La photométrie des galaxies d'amas lointains conduit à un taux anormalement important de galaxies bleues que l'on associe généralement à des objets à fort taux de formation stellaire ("*star forming galaxies*"), de morphologie inconnue (spirales ou lenticulaires ?) et une fraction d'objets très bleus que l'on qualifie d'"effet Butcher-Oemler" (Butcher et Oemler 1978). En utilisant de nouvelles techniques, Dressler et Gunn (1983) ont obtenu pour la première fois les spectres de ces galaxies et ont identifié une classe d'objets de spectres "E+A", constitués par un continu de galaxie elliptique auquel sont superposées les raies de Balmer avec une morphologie semblable à celle des étoiles jeunes de type A. Ce genre d'objets a été ensuite observé dans de nombreux autres amas lointains (Mellier et al 1987, Couch and Sharples 1987, par exemple). Dressler et Gunn pensent que ces objets sont des galaxies elliptiques riches en gaz et non des spirales, qui ont subi dans un passé récent ($t < 5 \times 10^9 \text{ans}$) un très fort sursaut de formation stellaire. Selon Mellier et al (1987) le taux de galaxies "actives" pourrait atteindre 50 % pour Abell 370 (amas riche à $z = 0.4$), ou 30% selon Couch et Sharples (1987) pour 3 amas à $z = 0.3$, alors que le facteur correspondant pour des amas proches de même concentration et même richesse est de l'ordre de 5%.

Les spectres de la plupart des galaxies "actives" de notre survey sont du même type que les "E+A" de Dressler et Gunn, avec des raies d'absorption de la série de Balmer très profondes, qui ne ressemblent pas à celles des spirales normales, et s'apparentent plutôt aux modèles de galaxies elliptiques avec un sursaut récent de formation stellaire (ayant eu lieu il y a environ un milliard d'années) de Couch et Sharples (1987) (Fig 24). Nos spectres montrent que ce sursaut stellaire s'est (aussi) produit *dans les régions centrales de la galaxie*, ce que ne permettraient pas les spectres des galaxies lointaines, du fait de la moins bonne résolution angulaire. En ce sens cette formation d'étoiles est différente de celle qui a lieu dans les spirales, où la formation est principalement localisée dans les régions HII dans le disque. Nous ne pouvons rien dire jusqu'à présent des régions externes des galaxies que nous avons observées car nos observations ne nous le permettent pas, les poses étant très courtes.



(a) The coadded spectrum of the 62 normal sequence (red) galaxies identified in AC103, AC114 and AC118, plotted on a rest-wavelength scale. Prominent absorption features are identified. For comparison, the spectrum of our standard old population model (10 Gyr c-model with a prompt 1 Gyr initial burst) is superimposed upon the observed spectrum. The agreement between the two is seen to be excellent. (b) The coadded spectrum of the 11 sequence galaxies with noticeably stronger H δ absorption. The comparison spectrum (light line) is the combination of a burst model spectrum and the old population model spectrum shown in (a), added together so as to contribute equal amounts of light at $\lambda_{rest}=4000$ Å and reddened assuming $A_v=0.5$ mag. Note the poor match between the observed and model spectrum in the vicinity of H β ($\lambda 4861$) is due to a strong night-sky emission line falling on this feature in the observed spectra of many of the H δ -strong objects.

Fig 24 : Spectres de galaxies rouges d'amas lointains (Couch et Sharples 1987). En haut, spectre-type de galaxies rouges, qui est bien représentatif de spectres de galaxies elliptiques ou lenticulaires. En bas, spectre de galaxies de ces mêmes amas ayant des raies de Balmer plus intenses, ajusté par un modèle avec un sursaut de formation stellaire ayant eu lieu un milliard d'années avant l'observation.



Examples of the different types of spectra observed amongst the blue cluster galaxies. (a) The coadded spectrum of the 5 Type 1 galaxies; (b); (c) typical Type 2 galaxy spectra; (d); (e) typical Type 3 galaxy spectra; (f) the only AGN-type spectrum found amongst the cluster galaxies. See text for the formal definitions of these types. The spectra are plotted on a rest-wavelength scale.

**Fig 25 : Exemples de spectres de galaxies bleues d'amas lointains (Couch et Sharples 1987).
Noter la similitude avec nos spectres (Fig 22 et 23).**

Un des problèmes actuels dans l'étude des amas lointains est lié à l'origine de ce taux anormalement élevé de galaxies "actives". Bothun et Dressler (1986) ont proposé deux mécanismes possibles pour rendre compte du phénomène. Le premier, et selon eux le plus probable, serait une activation de la galaxie et une formation en chaîne d'étoiles causées par des ondes de choc engendrées par la pression du gaz intra-amas lors du passage de la galaxie dans les zones denses du coeur de l'amas ("*ram pressure stripping*", ou hypothèse du balayage par pression dynamique). Le second mécanisme serait une formation d'étoiles induite par des interactions gravitationnelles, i.e. des rencontres proches entre galaxies avec échange d'énergie et/ou de matière par effet de marée. Le fait que l'on trouve une grande proportion de galaxies à coquilles ayant un spectre semblable à ces galaxies actives d'amas lointains est un argument assez fort *en faveur de l'efficacité du second mécanisme*, puisque tout porte à penser que les coquilles sont le résultat d'interactions gravitationnelles. Très récemment Lavery et Henry (1988) viennent de confirmer cette hypothèse en remarquant que la plupart des objets très bleus dans les amas lointains qu'ils ont étudiés *étaient des galaxies en interaction*. Mais nous devons rester prudent, car ce genre d'observations est très difficile à faire, à cause de la faible résolution obtenue au sol. Le télescope spatial apportera vraisemblablement une réponse décisive.

Conséquences pour les modèles

Ainsi en conclusion de ce paragraphe, nos observations spectroscopiques ont montré qu'environ 20 % des galaxies à coquilles, elliptiques ou lenticulaires pour la plupart, présentaient des signes d'une formation récente d'étoiles. *Cette formation d'étoiles semble liée à la présence de coquilles*, puisqu'on ne connaît pratiquement aucune galaxie elliptique "normale" ayant un spectre semblable, et *a affecté les régions centrales de la galaxie*. Le mécanisme le plus vraisemblable semble être une accréation de matériau extérieur riche en gaz froid qui se serait effondré sur le centre et qui aurait entraîné une formation massive d'étoiles. D'après les modèles de Couch et Sharples (1987), l'apport de matériau extérieur pourrait être relativement modeste et représenter environ 10 % de la masse de la galaxie. L'origine de ce matériau extérieur est expliquée de façon naturelle dans le cadre du modèle de formation des coquilles par fusion. Par contre, les modèles d'origine interne où les coquilles sont formées peu de temps après la formation de la galaxie par balayage du matériau primordial (Williams et Christiansen, 1985, Umenura et Ikeuchi, 1987) ou par retombée secondaire (Bertschinger, 1985) sont en difficulté pour associer cette formation récente d'étoiles avec la formation ancienne de coquilles. Même le modèle de Umenura et Ikeuchi (1987), qui suppose que cette formation est très étalée dans le temps, a des difficultés à expliquer une formation d'étoiles au centre puisqu'il est basé sur l'hypothèse qu'un vent puissant expulse la matière vers les régions externes. Seul le modèle de Lowenstein et al (1987) selon lequel les coquilles sont formées lors d'un sursaut d'activité à partir du gaz très chaud à l'intérieur de la galaxie, pourrait expliquer ce fait. Mais il se heurte à un autre problème, photométrique celui-là, ainsi que nous le verrons plus en détail en Sect. IV.4. Si ce sursaut a conduit à la formation à la fois des coquilles et des étoiles du centre responsables de ces spectres "E+A", on s'attend à observer des couleurs semblables pour les coquilles, donc très bleues. Alors comment expliquer que généralement les coquilles ne sont pas très bleues, et qu'il existe aussi des coquilles très rouges, et même plus rouges (cf Sect. IV.4) que la galaxie ?

III.4 Répartition dans la séquence de Hubble et hypothèse de formation des galaxies elliptiques par fusion

III.4.1 Répartition des galaxies à coquilles dans la séquence de Hubble

Un des premiers résultats de Malin et Carter fut de montrer que toutes les galaxies du catalogue semblaient être des elliptiques ou des lenticulaires. Il faut noter cependant que de nombreuses galaxies à coquilles sont peu lumineuses, et leur classification à partir des copies du survey SRC/ESO n'est pas aisée. Les classifications par différents auteurs des galaxies les plus brillantes de ce catalogue ne concordent pas toujours (cf table 4), particulièrement en ce qui concerne la distinction entre elliptiques et lenticulaires (S0) qui est parfois assez subtile.

Les premières déterminations de classes des galaxies ont été faites à partir de plaques photographiques et demandaient un certain "métier". La distinction entre elliptiques et lenticulaires était difficile à quantifier mais elle "se sentait". Elle était basée sur la présence d'un disque sans bras, ou d'une enveloppe étendue autour des lenticulaires, qui se traduisait au niveau du profil par une décroissance moins grande qu'une loi en $r^{-1/4}$. Cet écart à la loi en $r^{-1/4}$ peut être à lui-seul interprété comme la contribution d'un disque à décroissance exponentielle en fonction du rayon. De nombreux auteurs considèrent *la présence d'un disque* comme le critère essentiel pour la classification en S0, et utilisent l'étude des isophotes comme moyen de détecter ce disque, qui peut être très faible et nécessiter une analyse en termes de Fourier (Bender 1988). Les lenticulaires constituent donc une *classe intermédiaire entre les galaxies spirales à bulbe important (Sa) et les elliptiques où on ne distingue plus de disque*. Mais du point de vue du contenu gazeux et de la population stellaire, les lenticulaires sont beaucoup plus proches des elliptiques que des spirales.

On peut noter que la présence de coquilles externes autour de galaxies peu lumineuses peut être vue comme une composante diffuse en excès à la loi en $r^{-1/4}$ sur les clichés de Schmidt, et conduire à une classification de la galaxie parmi les lenticulaires. On peut donc s'attendre à ce que la classification soit un peu biaisée par la présence des coquilles, en faveur des lenticulaires.

Parmi les galaxies du catalogue de Malin et Carter on note la présence de galaxies aussi diverses que NGC 1097A qui est une elliptique compacte, de quelques galaxies cD (NGC 1316), et des galaxies spirales. Dans le catalogue de Arp (1966), on note déjà la présence d'une galaxie spirale à coquilles : NGC 3310. Schweizer et Seitzer (1988) ont entrepris un survey de l'hémisphère nord, et mentionnent un certain nombre de galaxies spirales à coquilles (cf Table 3). Les modèles d'origine interne sont basés sur l'hypothèse que la galaxie centrale est une galaxie elliptique ou lenticulaire. Ils ont plus de difficultés à rendre compte de coquilles autour de galaxies spirales... La formation de coquilles par fusion autour de galaxies spirales est improbable d'après Dupraz et Combes (1986), à cause de la forme très aplatie du potentiel (si on suppose que l'éventuel halo massif ne domine pas dans les régions internes de la galaxie) qui interdit la formation de coquilles en dehors du plan du disque (cas extrême d'un potentiel biaxial aplati). Ces auteurs expliquent ainsi la faible proportion de spirales à coquilles (cf Sect. I.2).

Jusqu'à présent, les quelques cas de coquilles autour des galaxies spirales n'ont jamais été observées pour des spirales vues par la tranche (comme Hernquist et Quinn 1988, le laissait supposer, cf Fig 9), ce qui renforcerait un peu la position de Dupraz et Combes (1987), à

SELECTED DISK GALAXIES WITH RIPPLES ($\delta \geq -15^\circ$)

Galaxy	δ	Morphological Type			v_{LG}^a (km s^{-1})	Scale ^b (pc'')	M_B	Companion?	Description
		RSA	RC2	UGC					
S0:									
N4382 ^c	+18°	S0 ₁ (3) ^{pec}	SA(s)0 ⁺ pec	S0	718	107	-21.6	Yes	≥ 12 irregular ripples, plume to north
N7600	-08	S0 ₁ (5)	S0 ⁻ spindle	...	3574	346	-21.4	No	5 ripples, interleaving
S0/Sa:									
N0474 ^d	+03°	RS0/a	(R')SA(s)0	S0	2439	236	-21.5	Yes	≥ 7 ripples, curved plume across galaxy
N3032	+29	S0 ₃ (2)/Sa	SAB(r)0	S0	1500	145	-19.8	Group	3-4 soft ripples, interleaving
N7585 ^d	-05	S0 ₁ (3)/Sa	(R')SA(s)0 ⁺ pec	...	3507	340	-21.7	Yes	3 main ripples, plumes and jets, dust
Sa:									
N3619	+58°	Sa	(R)SA(s)0 ⁺ :	S0/Sa	1748	169	-20.1	Yes	3-4 ripples, diffuse spiral arms, dust
N5739	+42	Sa(s)	SAB(r)0 ⁺ :	S0/Sa	5709	553	-22.6	No	2 ripples, "sloshing" isophotes
N5548 ^e	+25	Sa	(R')SA(s)0/a	Sa	5238	508	-22.0	Group?	3 ripples intersecting spiral features
Sbc:									
N3310 ^d	+54°	Sbc(r)pec	SAB(r)bc pec	S[b]pec	1061	103	-20.4	No	2-4 ripples, radial filament to northwest

^a Radial velocity relative to Local Group, from Huchra *et al.* (1983) with $v_{LG} = v_0 + 300 \sin l / \cos b$.

^b For $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

^c NGC 4382 = M 85, in Virgo cluster.

^d In *Atlas of Peculiar Galaxies* (Arp 1966).

^e Seyfert (1943) galaxy.

Tableau 3 : Galaxies à coquilles lenticulaires et spirales de l'hémisphère Nord (Schweizer et Seitzer 1988).

DISTRIBUTION OF MALIN-CARTER GALAXIES
BY MORPHOLOGICAL TYPE^a

Source of type	RSA	RC2	ESO/Uppsala
Number of galaxies.....	18	20	43 ^b
E	50 %	65 %	26 %
E/S0.....	6	0	14
S0.....	38	30	51
S0/Sa	0	0	2
Sa.....	6	0	5
Other.....	0	5	2

^a Tabulated fractions are expressed as percentages of number of galaxies.

^b Includes only galaxies with NGC or IC identifications.

Tableau 4 : Classification des galaxies du catalogue de Malin et Carter dans la séquence de Hubble (Schweizer et Seitzer 1988).

Une autre explication à cette déficience en galaxies spirales à coquilles pourrait être tout simplement un biais observationnel, lié à la difficulté de distinguer des coquilles à l'intérieur des bras spiraux. En effet, un des grands "atouts" des galaxies elliptiques, qui facilite la détection des coquilles, est leur absence de structures. Malgré cela, la plus grande partie des coquilles sont demeurées inaperçues des observateurs jusqu'à une époque très récente. Ainsi donc, la tâche est bien plus ardue pour détecter de faibles coquilles dans la morphologie très perturbée des galaxies spirales.

Par ailleurs il existe peut-être une limite inférieure liée à la masse de la galaxie-hôte. Pour former des coquilles, nous avons vu qu'il était nécessaire que le rapport des masses du compagnon sur la galaxie centrale soit de l'ordre de 1/10 à 1/100. Pour des rapports plus grands, le compagnon modifie la structure de la galaxie en profondeur... Si le compagnon est trop petit, les coquilles formées ne pourront pas être détectées, car elles ne contiendront pas assez d'étoiles pour être visibles au-dessus du fond du ciel. Intuitivement on s'attend donc à ce que les galaxies à coquilles aient une masse supérieure à 10 ou 100 fois la masse du compagnon de masse minimale. Ce seront donc préférentiellement les galaxies géantes de type E ou occasionnellement de très grosses et rares spirales...

III.4.2 Formation des galaxies elliptiques par fusion

Les simulations à N-corps de collisions entre galaxies spirales de masses comparables conduisent généralement à la destruction des deux objets et à la formation d'une galaxie qui ressemble beaucoup à une galaxie elliptique (voir White 1983, par exemple). Ces mêmes simulations montrent que deux galaxies qui entrent en collision sont freinées de façon énergétique par la friction dynamique, ce qui conduit très souvent à une fusion des deux objets (Toomre 1977). Lors de ce freinage, elles spiralent assez rapidement vers leur barycentre commun. Ensuite commence une relaxation violente de leurs étoiles, qui conduit à un système s'apparentant beaucoup à une galaxie elliptique. Du point de vue observationnel, la galaxie des "antennes" (NGC 4038-9), est un exemple d'une collision entre deux spirales, en phase d'approche, tout en présentant déjà deux grandes queues qui s'éloignent du centre commun. NGC 7252 (Fig. 26) représente l'étape suivante avec les vestiges d'une collision violente, dont deux grandes queues, des boucles, *et quelques coquilles*, un peu "perturbées", il est vrai. Cette galaxie a été étudiée en détail par Schweizer (1982). Elle présente un profil en $r^{-1/4}$ comme les galaxies elliptiques. Le spectre montre des signes *d'une formation récente d'étoiles*, vraisemblablement induite par la collision (comme 20% des galaxies à coquilles, cf Sect. III.3).

Toomre (1977) a proposé que les galaxies elliptiques pouvaient être le résultat d'une fusion de plusieurs galaxies spirales. D'après lui le taux actuel d'observation de galaxies spirales en collision pouvait rendre compte à lui seul de la fraction de galaxies elliptiques dans l'univers (environ 10%). Cette idée a été reprise par de nombreux auteurs (voir revue de White, 1983). Les observations récentes semblent converger vers une grande influence de l'environnement sur l'évolution des galaxies et peut-être aussi leur formation. La déficience en galaxies spirales dans les amas serait naturellement interprétée par la disparition des spirales lors de collisions, plus fréquentes dans les amas à cause de la plus grande proximité et des vitesses relatives plus importantes.

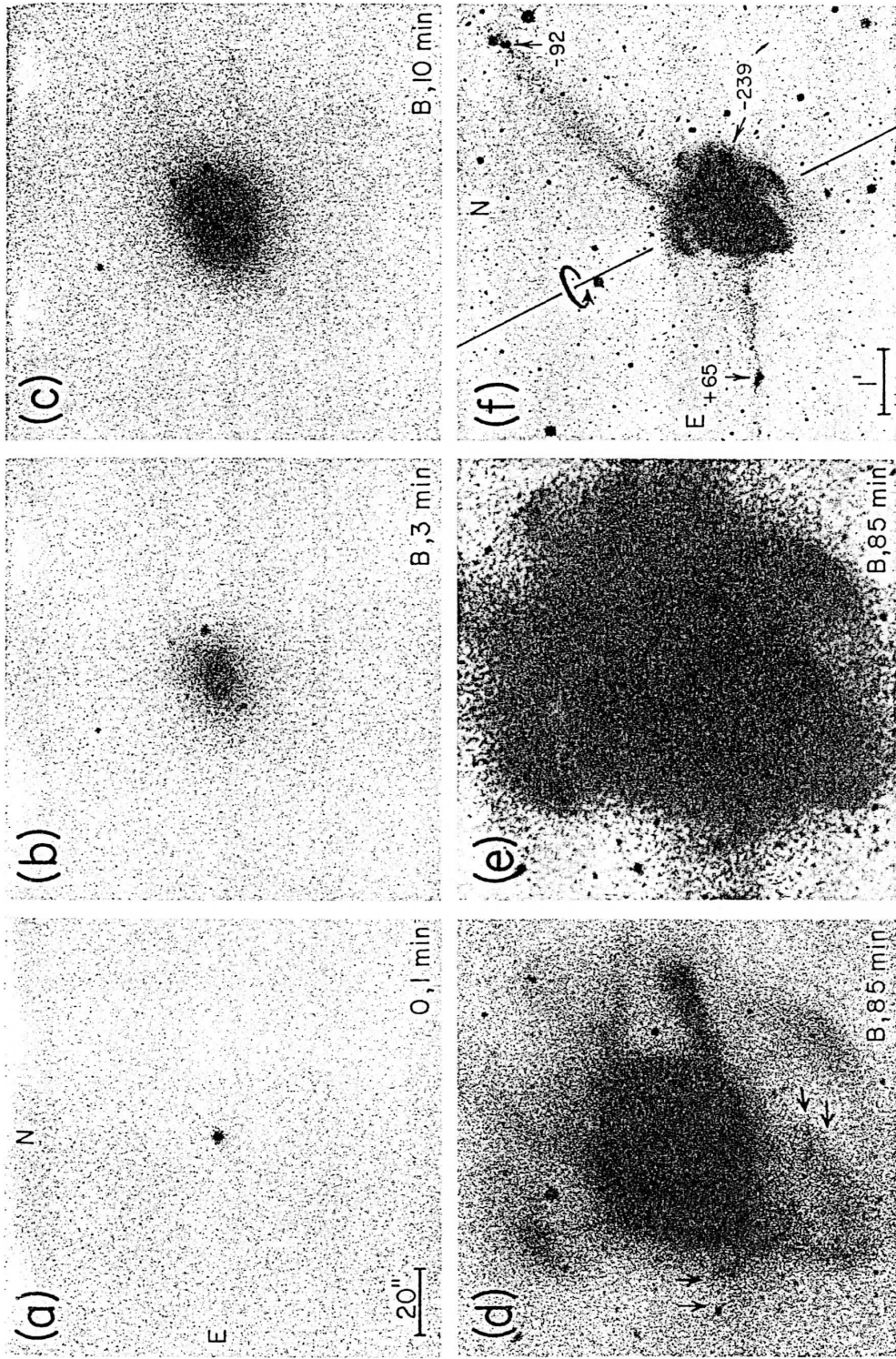
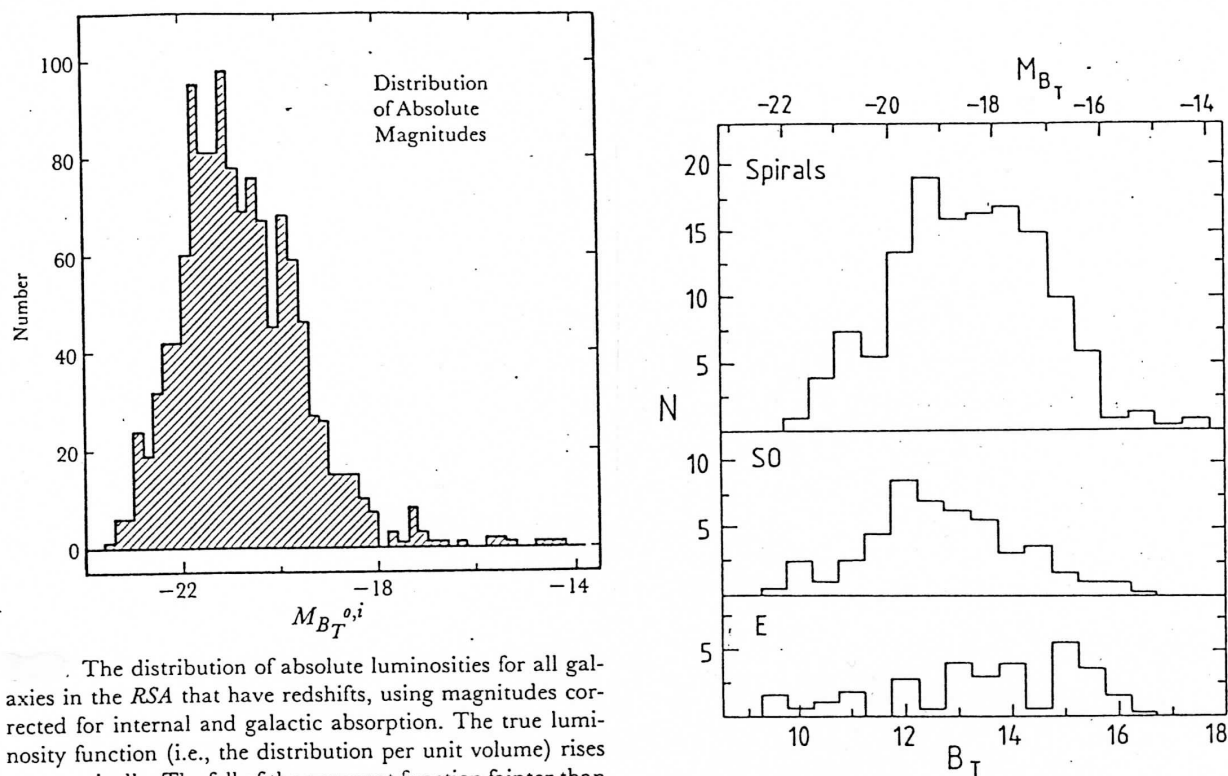


FIG. 2.—(a)–(e) Photographs of increasing exposure showing the nucleus, “fuzzball,” and loops of NGC 7252; reproduced on a uniform scale [20" bar in frame (a)] from orange (O: IIa-D+OG570) and blue (B: baked IIIa-J+GG385) plates obtained at the CTIO 4 m prime focus in 1" seeing. Frame (d) has been dodged to better show the loops and delicate ripples (between arrows), whereas frame (e) shows a normal print. (f) Velocity map showing tail and loop velocities (in km s^{-1}) relative to the nucleus and the rotation axis of the inner gas disk.

Fig 26 : NGC 7252 (Schweizer 1982)



The distribution of absolute luminosities for all galaxies in the *RSA* that have redshifts, using magnitudes corrected for internal and galactic absorption. The true luminosity function (i.e., the distribution per unit volume) rises monotonically. The fall of the apparent function fainter than -22 is due to the observational bias.

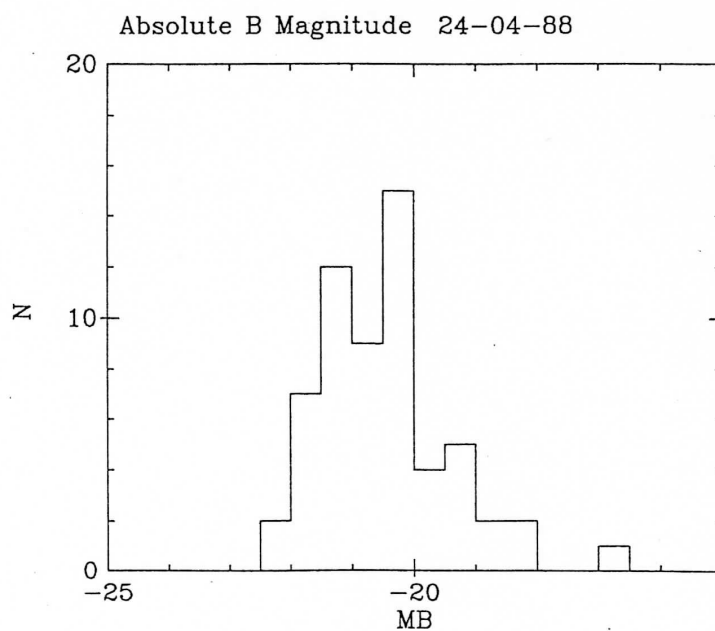


Fig 27 : En bas, magnitudes absolues d'un échantillon de 70 galaxies à coquilles (calculées à partir des vitesses d'éloignement, et $H=75$ km/s/Mpc). On peut noter une similitude avec la forme générale de la distribution des galaxies du *Revised Shapley-Ames Catalogue* (en haut à gauche), et on peut s'attendre à des biais semblables dus à la non-complétude (voir aussi Fig 31). En haut à droite, fonctions de luminosité des galaxies de l'amas de la Vierge pour les spirales, lenticulaires et elliptiques (Sandage et al 1985).

Si cette hypothèse était exacte, les coquilles seraient *des vestiges de la formation des galaxies-hôtes* et pourraient fournir des éléments précieux pour notre compréhension de la formation et de l'évolution des galaxies.

Un des arguments proposés à l'encontre de cette hypothèse est lié à la *densité des particules dans l'espace des phases*. D'après le théorème de Liouville le volume occupé par les particules dans l'espace des phases dans un système sans collisions est constant. Les galaxies elliptiques sont généralement considérées comme des systèmes sans collision car le libre parcours moyen des particules est supérieur aux dimensions du système, ou autrement dit le temps de relaxation du système est supérieur au temps de Hubble. Ainsi lors d'une collision et fusion entre deux galaxies, le système stellaire résultant subit une relaxation violente sans collision, et la densité maximale des particules ne peut pas croître dans l'espace des phases. Ainsi on ne pourrait pas obtenir les densités très élevées que l'on observe au centre de certaines elliptiques à partir de collisions entre galaxies spirales dont les densités au centre ne sont pas aussi élevées. En fait, cet argument relatif à la densité maximale peut être discuté. Il est très difficile de déterminer la densité maximale des particules dans l'espace des phases, et il semble qu'elle dépende fortement de l'échelle utilisée (Binney, 1988, private communication). Ainsi sur de faibles échelles, la densité présente de plus grandes inhomogénéités qui pourraient conduire à des concentrations très élevées après une collision. Une autre possibilité pour annuler cet argument de densité, est de faire intervenir un élément dissipatif comme la présence de gaz, qui peut alors modifier les densités dans l'espace des phases.

Un autre argument qui va à l'encontre de cette hypothèse est observationnel, et semble difficile à contourner : le très grand nombre d'amas globulaires observé autour des galaxies elliptiques ne peut pas être expliqué par la fusion de deux spirales, autour desquelles les amas globulaires sont beaucoup moins nombreux.

D'après certains auteurs (Bender 1988, Nieto 1988), les galaxies elliptiques seraient en fait divisées en deux grandes classes, l'une constituée par les galaxies possédant un disque, en rotation autour du petit axe, avec une faible masse et une forme biaxiale aplatie, et l'autre par les galaxies sans disque, de masse plus importante, en rotation lente ou sans rotation, de forme généralement plus complexe (triaxiale), et qui résulteraient d'un processus de fusion de galaxies plus petites. Si les coquilles sont bien des traces d'une fusion récente, on pourrait donc s'attendre à observer une tendance chez les galaxies elliptiques à coquilles à avoir des masses plus importantes et un écart à l'isotropie plus grand que l'ensemble de la population des elliptiques. Le diagramme des magnitudes absolues des galaxies à coquilles de notre catalogue ne semble pas indiquer que les galaxies à coquilles ont des masses plus importantes que l'ensemble des galaxies elliptiques (Fig 27). Mais de toute façon, il faut être très prudent en interprétant ce diagramme car il est fortement affecté par l'effet de Malmquist (cf Fig 31) qui favorise justement la détection de coquilles dans les galaxies les plus brillantes.

La présence de coquilles autour de galaxies spirales tendrait à prouver que certains disques sont assez robustes et peuvent survivre à une collision avec un compagnon assez massif pour donner naissance à des coquilles observables. Les spirales pourraient ainsi grossir par absorption de galaxies-compagnons. Mais la faible fréquence relative de spirales à coquilles par rapport aux elliptiques à coquilles peut être une indication de la difficulté à former des coquilles dans un potentiel aussi aplati que celui d'une galaxie spirale, comme le suggéraient Dupraz et Combes (1986), ou bien qu'un grand nombre de disques sont détruits lors de la collision.

III.5 Corrélations avec d'autres propriétés des galaxies-hôtes

Dans le modèle de formation par fusion, le compagnon est détruit et libère toute la matière qui le constituait : étoiles, gaz, et poussière. Le moment cinétique du gaz et de la poussière va se dissiper assez rapidement et former des bandes équatoriales comme on en observe fréquemment autour des galaxies elliptiques ou lenticulaires. Une partie de cette matière nouvelle pourrait s'effondrer vers le centre, être ainsi à l'origine d'une réactivation du noyau évoquée plus haut (Sect. III.3), et nourrir une émission radio. Sur le plan théorique et dans le cadre des modèles de formation par fusion, on s'attendrait donc à l'existence de corrélations avec d'autres propriétés des galaxies-hôtes comme l'activité radio, l'émission infra-rouge, la présence de bandes de poussière ou de noyaux multiples, et des signatures spectroscopiques de sous-systèmes dynamiquement distincts. En fait nous verrons dans ce paragraphe que ces corrélations ne sont jamais bien nettes.

Les simulations de Hernquist et Quinn (1988) ont montré que les structures les plus complexes sont toujours associées à des rencontres avec un compagnon disque. Comme le compagnon est très mince, il peut se replier dans l'espace direct aussi bien que dans l'espace des phases, ce qui conduit, si les dispersions des vitesses sont faibles, à des structures à bords abrupts en projection sur le plan du ciel. Cela impliquerait que les systèmes qui ont une morphologie complexe (comme NGC 1316, NGC 5018), sont le résultat d'une collision avec un compagnon disque et on peut s'attendre à la présence d'autres résidus laissés par le compagnon, comme de la poussière et du gaz (ce que l'on observe effectivement dans le cas de NGC 1316 et NGC 5018).

Lorsqu'on étudie la corrélation possible avec d'autres propriétés telles que l'activité radio ou la présence de bandes de poussière, on est confronté à une difficulté incontournable : les nombres se réduisent à quelques unités. Il est alors très dangereux de se risquer à faire des statistiques. On peut cependant citer quelques résultats, tout en gardant cette remarque en mémoire.

III.5.1 Activité radio

Parmi les galaxies à coquilles, la présence de radio-sources puissantes et bien connues, NGC 1316 (Fornax A) et NGC 5128 (Centaurus A), laissait présager une corrélation positive.

Wilkinson et al (1987) ont observé un échantillon de 64 galaxies du catalogue de Malin et Carter en 6 cm et 20 cm avec le VLA (*Very Large Array*, USA). Ils ont détecté 42 % des galaxies, ce qui est voisin du taux de détection moyen d'un mélange de galaxies E et SO dans un rapport 2/1 (Fig 28b). Ainsi il semble *qu'il n'y ait pas de corrélation particulière entre la présence de coquilles et l'activité radio*.

On peut noter que la plupart des sources ne sont pas résolues par le réseau en croix du VLA, et ont donc une taille angulaire inférieure à 3".

III.5.2 Emission infra-rouge

En utilisant les résultats du satellite IRAS (*Infra Red Astronomical Satellite*), Wilkinson et al (1987b) ont remarqué que parmi les 64 galaxies qui avaient servi de base au survey radio, toutes les galaxies détectées par IRAS (8 objets) l'avaient été en radio.

L'échantillon était bien sûr trop petit pour se risquer à une généralisation. Les auteurs ont cherché à étendre cet échantillon en baissant le niveau de détection en infra-rouge. Ils ont utilisé pour cela les observations supplémentaires du catalogue IRAS (*Additional Observations*). La corrélation s'est alors affaiblie, mais en demeurant forte : 13 galaxies radio parmi les 17 détectées par IRAS. Ceci représente 77 % alors qu'avec un échantillon analogue de galaxies sans coquilles on s'attendrait à 58 %, ce qui, selon les auteurs, est statistiquement significatif. Il semble donc que les galaxies à coquilles présentent une propriété un peu marginale par rapport aux autres galaxies du même type : *les galaxies à coquilles qui ont une émission infra-rouge ont aussi généralement une activité radio*. Mais ce résultat pourrait être remis en question, car l'échantillon concerné est très petit, et la différence entre les valeurs moyennes de galaxies sans coquilles et celles des galaxies à coquilles où l'on inclut les observations supplémentaires n'est pas très grande.

En calculant le rapport des flux en radio et en infra-rouge (fig 18), on peut avoir accès au mécanisme physique d'émission infra-rouge. Sur ce point la majorité des galaxies à coquilles ne se distinguent pas des autres galaxies elliptiques ou lenticulaires (Fig 28). Le mécanisme d'émission est vraisemblablement la *ré-émission par des grains de poussière chauffés par un rayonnement "normal" d'étoiles de type tardif*. Cependant, d'après la figure 28, les rapports de Cen A (=NGC 5128), Arp 230, 2149-276 et 2229-256 sont du même ordre que ceux des galaxies spirales, ce qui suggère que les grains sont chauffés par un rayonnement plus intense *d'étoiles récemment formées*. Ceci a déjà été observé pour NGC 5128 (Ebneter et Balick 1984), bien que Bailey et al (1986) aient aussi découvert une composante non-thermique dans le noyau. La galaxie à coquilles 1047-192 a une valeur beaucoup plus grande, de 1.26, et est vraisemblablement dans une phase de sursaut de formation stellaire. Ainsi *d'après les observations du satellite IRAS, un certain nombre de galaxies à coquilles présentent des signes de formation stellaire récente*.

III.5.3 Existence de sous-systèmes dynamiquement découplés du reste de la galaxie

On connaît quelques cas de galaxies à coquilles comme NGC 5128 (Malin et al, 1983) et NGC 1316 (Schweizer, 1980), possédant des disques de gaz et de poussière tournant rapidement, de façon découplée par rapport aux étoiles, ce qui est signe évident d'une accrétion récente de ce gaz.

Bosma et al (1985) ont observé NGC 1316 (radio-galaxie Fornax A) en spectroscopie et ont détecté des écarts de vitesses opposés d'environ 30 km/s (2σ) au niveau de la première coquille du profil de luminosité observée par Schweizer (1980). La dispersion des vitesses décroît de 230 km/s au centre à environ 180 km/s au niveau de la première coquille, et demeure ensuite sensiblement constante. Malheureusement les observations spectroscopiques des coquilles sont très bruitées à cause de l'allure du spectre à larges raies d'absorption, et de la décroissance rapide de la luminosité lorsqu'on s'éloigne du centre de la galaxie. Dans les modèles de fusion, les coquilles sont des ondes de densité qui s'éloignent du centre avec

des vitesses faibles, de l'ordre de quelques dizaines de km/s. Ces observations sont donc en accord avec ce que prévoient les modèles (cf Sect. I.2).

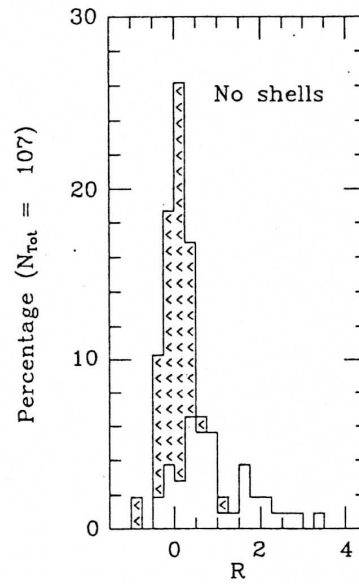
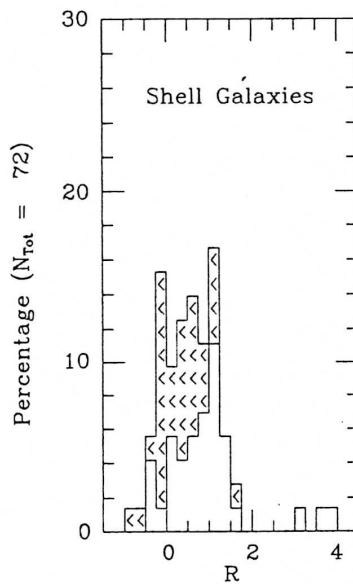
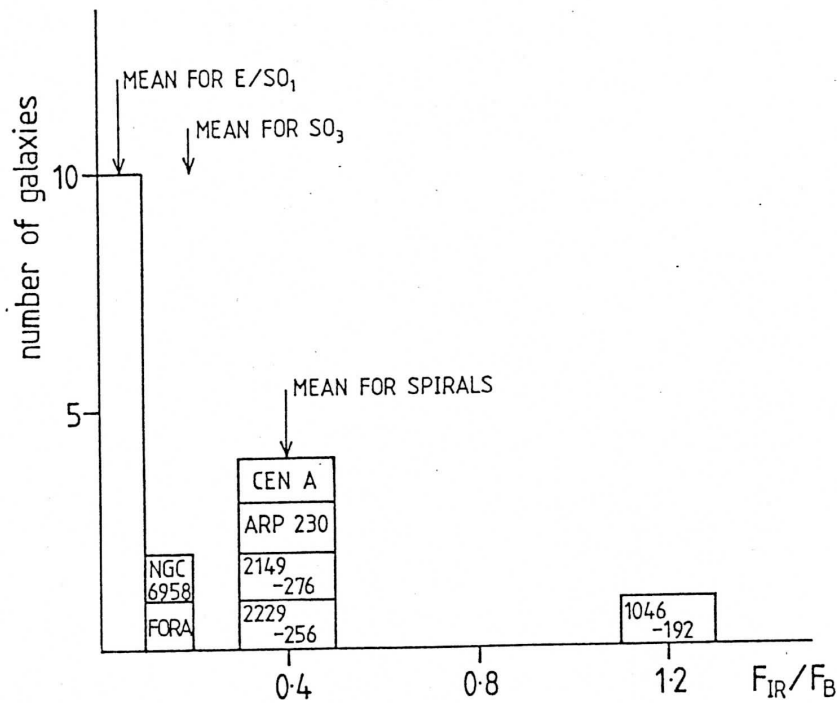
Un travail original de Ford et al (1988), est à mentionner, bien qu'il ne soit pas encore achevé (Freeman, private communication). Ces auteurs ont observé en spectroscopie, à l'AAT, la population des nébuleuses planétaires entourant NGC 5128 (Centaurus A). Ces nébuleuses présentent des raies fines en émission, et permettent donc d'observer la cinématique de la galaxie avec beaucoup plus de précision que les raies d'absorption larges du spectre du contenu stellaire, que l'on utilise généralement. Il ont ainsi mesuré la rotation de la galaxie à des distances beaucoup plus grandes que celles accessibles par les techniques classiques basées sur les raies d'absorption. Il ont remarqué que *les nébuleuses situées sur une des coquilles ne tournent pas comme le reste de la galaxie*. Leur vitesse est pratiquement égale à la vitesse de récession de la galaxie, et la dispersion des vitesses est beaucoup plus faible que celle que l'on peut mesurer avec les autres nébuleuses. Ces observations sont les premières qui montrent clairement que *les coquilles sont dynamiquement indépendantes du contenu stellaire de la galaxie, et ont donc vraisemblablement une origine extérieure*. La faible dispersion des vitesses est bien expliquée dans le processus d'enroulement dans le plan de phase puisque les étoiles constituant cette onde de densité sont au voisinage immédiat de leur apocentre, et possèdent des orbites à faible moment angulaire.

Des observations récentes à haute résolution des régions centrales de galaxies elliptiques d'apparence "normale", à faible rotation d'ensemble, ont montré la présence de sous-systèmes stellaires tournant de façon découplée du reste de la galaxie à grande vitesse, parfois même à contre-sens du reste de la galaxie (Bender 1988, Tonry 1988). La proportion de galaxies présentant de tels sous-systèmes semble très importante : environ 25% selon Bender (1988). Ces observations sont difficilement explicables sans faire intervenir une fusion avec un compagnon qui a gardé une partie de son moment angulaire qu'il avait avant la collision. Ainsi les noyaux des galaxies absorbées fusionneraient complètement avec le noyau de la galaxie-hôte. Ceci pourrait expliquer pourquoi on n'observe pas de noyaux multiples dans les galaxies à coquilles. Il serait intéressant d'observer un échantillon de galaxies à coquilles dans les mêmes conditions, pour y détecter la présence éventuelle des noyaux résiduels.

III.5.4 Corrélations diverses

Wilkinson et al (1987) ont donné une estimation de la masse de matière interstellaire froide déduite de la présence de bandes de poussière (Tableau 5). Ils ont aussi montré que les galaxies à coquilles ont un contenu en gaz et poussière du même ordre, quoique légèrement supérieur, à celui que l'on observe dans les galaxies elliptiques. D'autres études sur un échantillon de galaxies elliptiques et lenticulaires ont montré qu'*il n'existait pas de corrélation particulière entre la présence de coquilles et celle de bandes de poussière* (Athanassoula et Bosma, 1985, Sadler et Gerhard, 1985).

Il n'apparaît pas non plus de corrélation avec la détection en X (cf. Tab. 2), comme on pourrait s'y attendre, si le modèle de Lowenstein (1987) était correct.



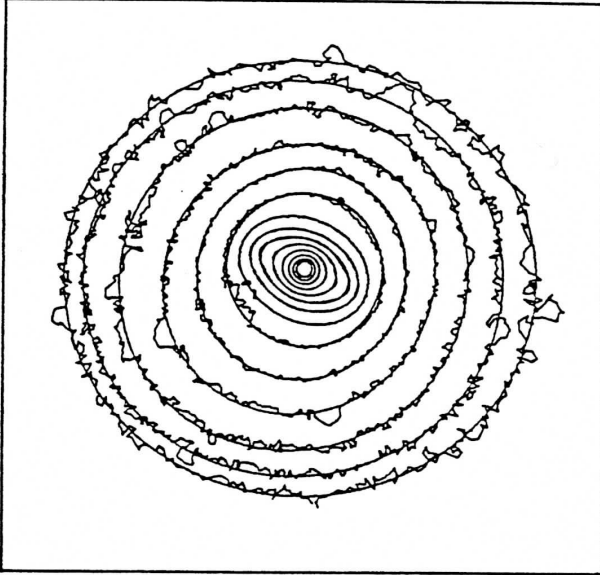
Histograms of the distribution of R for galaxies with and without shells (Sadler's shell galaxies are included in the shell sample): \ll indicates where only upper limits for R are available.

Fig 28 : En haut, distribution du rapport F_{IR}/F_B des flux en infra-rouge et en B des galaxies à coquilles détectées par IRAS (Cf Wilkinson et al 1987). Si l'on fait abstraction de 1046-192, les galaxies à coquilles présentent donc un rapport F_{IR}/F_B normal par rapport à ce qu'on peut attendre d'une population de galaxies elliptiques et lenticulaires. En bas, détection des galaxies à coquilles en radio dans le survey de Wilkinson et al (1987). R est le rapport des flux radio et optique (se reporter au §III-5 pour l'interprétation de ces diagrammes). Là aussi, la présence de coquilles ne semble pas avoir d'influence sensible sur la valeur de R .

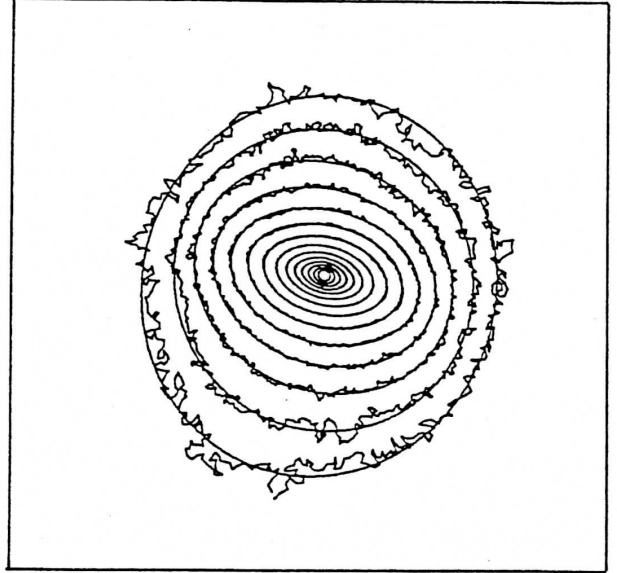
Identification		Distance (Mpc)	Masse ($10^8 M_{\odot}$)
0321-372	NGC 1316	22.8	6.2
1046-194		44.1	20.8
1302-302	NGC 4936	40.6	3.4
1310-192	NGC 5018	35.6	0.4
1322-427	NGC 5128	7.0	26.4
2045-381	NGC 6958	36.6	5.0

Tableau 5 : Contenu en matériau interstellaire froid de quelques galaxies à coquilles calculé par Wilkinson et al (1987) à partir du flux infra-rouge détecté par IRAS ($H=75$ km/s/Mpc).

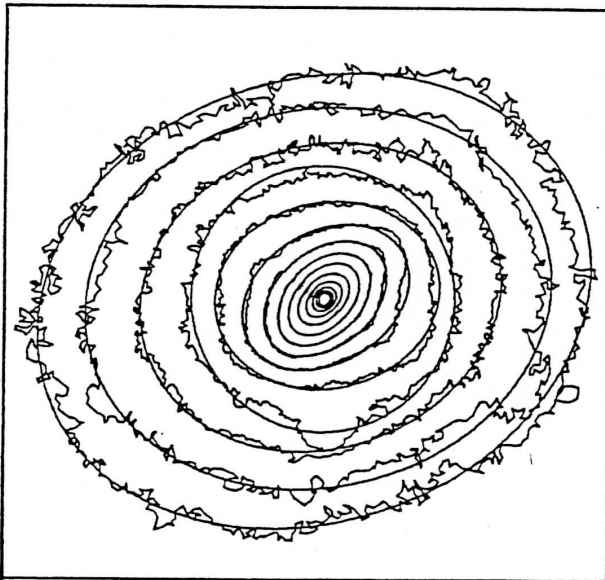
1035-285 RL-P



NGC 1403 RL-P



NGC 1210 RL-P



1301-301 RL-P

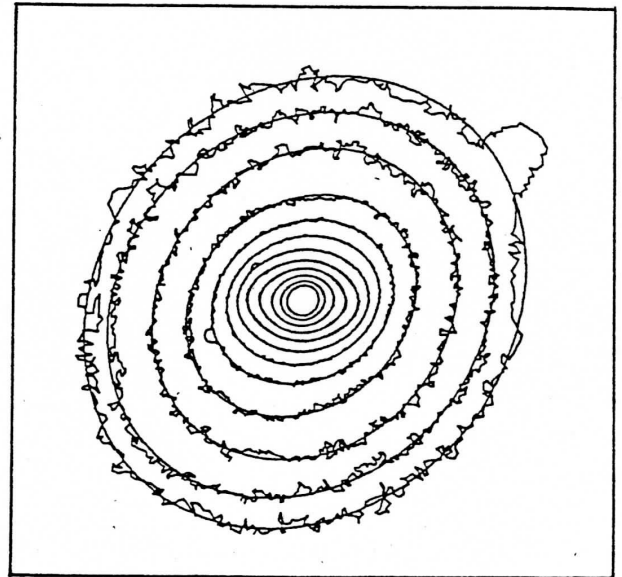
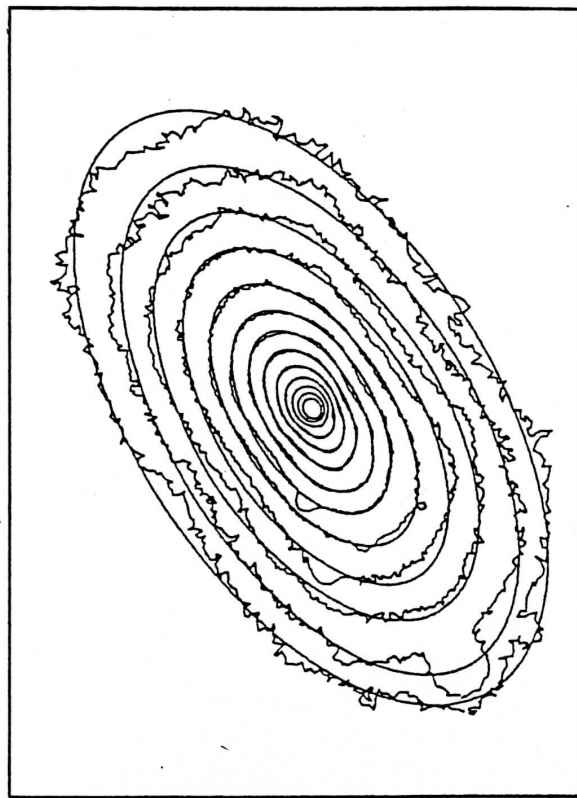


Fig 29 : Ajustement d'ellipses sur les contours isophotiaux de quelques galaxies à coquilles présentant un aplatissement dans les régions internes, ce qui trahit vraisemblablement la présence de barres ou de disques internes. C'est un phénomène rare parmi les galaxies elliptiques.

NGC 2502 RL-P



IC 2977 RL-FR



NGC 1553 RS-FR

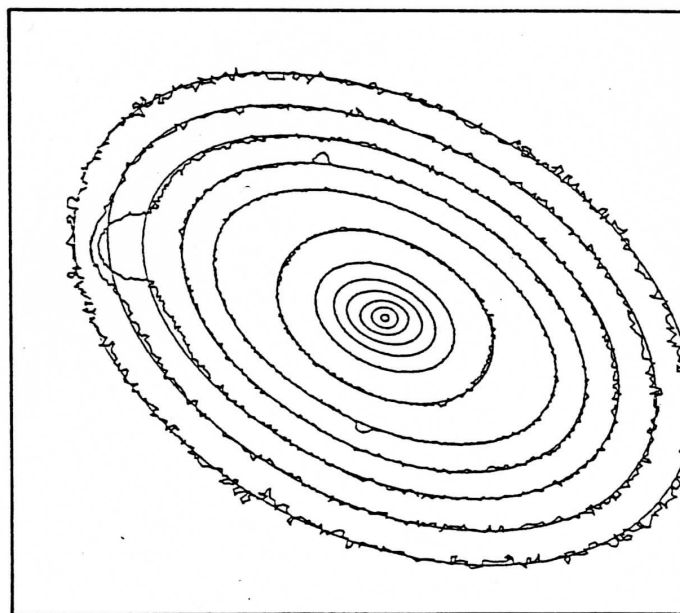


Fig 30 : Contours isophotaux de quelques galaxies à coquilles un peu particulières. Les contours de NGC 2502 s'écartent des ellipses en suggérant la présence d'un disque aligné le long du grand axe, et vu par la tranche. Ceux de IC 2977 sont typiques des galaxies "box-shaped" (en forme de boîte). Pour NGC 1553, on note une rotation de l'angle de position des ellipses ajustées aux isophotes dans les régions internes ce qui suggère une forme triaxiale.

L'analyse des contours isophotaux des galaxies à coquilles a permis de mettre en évidence la présence de disques internes ou de barres brillantes, (Fig 29), et de disques externes (fig 30). Certaines galaxies comme IC 2977 présentent une “boxiness” (littéralement : isophotes en “forme de boîte”) très marquée, d'autres une rotation de l'angle de position des isophotes, ce qui suggère une morphologie plus complexe et vraisemblablement tri-axiale (voir Sect. III.4). Cependant nous n'avons pas fait jusqu'à présent une étude quantitative pour vérifier si la présence de coquilles est corrélée avec une morphologie plus complexe de la galaxie-hôte.

III.6 Fréquence du phénomène “galaxie à coquilles”

III.6.1 Répartition dans la sphère céleste

En 1983, Carter et Malin présentaient leur catalogue établi à partir du survey de l'hémisphère sud. Ils mentionnaient aussi quelques galaxies à coquilles qu'ils connaissaient par ailleurs, dont la déclinaison était supérieure à -17° . La différence était frappante : 137 galaxies au sud et à peine 12 galaxies au “nord” (i.e. $\delta > -17^\circ$, avec seulement 5 dont la déclinaison était positive !). Le nombre total des galaxies à coquilles a augmenté depuis mais le rapport nord/sud ne s'est que très peu modifié en faveur du nord. Il semble paradoxal que le ciel du sud soit bien mieux exploré, en dépit de la présence d'un parc d'instruments beaucoup plus fourni dans l'hémisphère nord.

L'exploration du ciel de l'hémisphère sud avec des télescopes de Schmidt est historiquement plus récente que celle de l'hémisphère nord. Le Survey de l'hémisphère sud est le fruit d'une collaboration des deux télescopes Schmidt de l'hémisphère Sud de l'ESO et de Siding Springs (UK Schmidt, Australie). Il a commencé au début des années 1970 et a pu ainsi bénéficier des progrès des techniques photographiques réalisés depuis, notamment l'hypermultiplication, et la nouvelle émulsion IIIaj de Kodak à fort contraste et un grain très fin. Ce sont ces progrès qui ont justifié en partie l'entreprise d'un second survey dans l'hémisphère nord qui est actuellement en cours à l'Observatoire du Mt Palomar (nouveau POSS). D'après les spécialistes (Malin, private communication), ce nouveau survey est cependant de moins bonne qualité que celui du sud, à cause de la pollution lumineuse autour du Mt Palomar. Le site du Schmidt français au CERGA n'est malheureusement pas meilleur.

Au fil des nouvelles publications, on peut noter que le nombre de galaxies à coquilles de l'hémisphère Nord croît régulièrement. Il est certain qu'un examen soigné et systématique des clichés Schmidt déjà obtenus révélerait la présence de nombreuses galaxies à coquilles nouvelles. Par exemple, c'est à partir des tirages du survey POSS qu'Albert Bosma a repéré une coquille autour de NGC 3619, et que Christophe Dupraz m'a indiqué NGC 2300. On peut noter que ces galaxies ont été d'abord repérées à cause de la présence de coquilles externes et qu'elles possèdent aussi plusieurs coquilles internes.

Ce déficit Nord-Sud est un indicateur de l'extrême importance des biais observationnels pour des structures aussi ténues. La détection des coquilles dépend cruciallement de la brillance du fond du ciel. Nous avons pu le vérifier à nos dépens en 1982, lors d'une attribution non pertinente de temps de télescope au CFHT. B. Fort avait obtenu des nuits grises, où la lune était à son dernier quartier. Seule la première partie de ces nuits a pu être utilisée, car les coquilles devenaient invisibles dès que la lune était levée. Ainsi nous sommes en droit de penser qu'il existe des coquilles non détectées, car très faibles, autour d'une fraction

non-négligeable de galaxies elliptiques. Une détection profonde par compositage d'un grand nombre d'images CCD permettrait peut-être de le démontrer pour les galaxies d'amas ou de groupes denses (cf Sect. III.4).

III.6.2 Complétude du catalogue de Malin et Carter, et biais possibles

La limite de détection des coquilles externes par un simple examen visuel des copies du Sky Survey, par Malin et Carter est estimée par les auteurs à environ 26.5 mag/seconde d'arc carrée en B, ce qui est remarquable. Mais les auteurs ne prétendent pas bien sûr que le catalogue soit complet à ce niveau-là. Le diagramme des magnitudes apparentes (Fig 21) le montre bien, ainsi que la figure 31 qui illustre l'effet de Malmquist. Les galaxies à coquilles non encore repérées visuellement à partir des copies du survey SRC/ESO sont encore très nombreuses. Il m'a suffi par exemple de passer quelques heures à examiner des copies du Sky Survey de l'hémisphère Sud pour en découvrir de nouvelles (0327-289, 0335-356, 0335-359, 1325-293, et 1327-292).

Pour estimer la complétude du catalogue, on peut aussi comparer avec d'autres surveys. Schweizer et Ford (1985) ont observé un échantillon de 44 galaxies elliptiques brillantes *de champ* dans l'hémisphère sud et ont obtenu 40 % de galaxies à coquilles, alors que d'après Malin et Carter (1983) on s'attendait à 17 %. On est donc porté à penser que la fraction de galaxies à coquilles est sous-estimée dans le catalogue de Malin et Carter, par un facteur 2 environ. Ils ont observé des coquilles autour de 6% des galaxies elliptiques. Le chiffre réel devrait donc être environ 10%.

Rappelons que l'examen visuel, sur lequel est principalement basé le catalogue de Malin et Carter, ne permet pas de détecter des coquilles internes dans les régions centrales de la galaxie, là où la densité de la plaque devient importante. Le catalogue est donc *biaisé en ce sens qu'il contient préférentiellement des galaxies possédant des coquilles externes* brillantes ou à bords abrupts, et peu d'objets ont été détectés à cause de leurs coquilles internes.

III.6.3 Environnement

Un des résultats importants du catalogue de Malin et Carter a été de montrer que seulement 4 % des galaxies à coquilles détectées appartiennent à des amas de galaxies. La grande majorité de galaxies à coquilles sont donc des galaxies pour lesquelles l'environnement est pauvre en compagnons (cf Sect. I.1). Cette constatation est difficile à expliquer dans le cadre d'un modèle basé sur des collisions. On peut toutefois remarquer que l'on observe aussi une déficience en galaxies d'amas dans le cas des galaxies lenticulaires à anneaux ("polar ring galaxies") dont il est pourtant généralement admis que les anneaux sont le résultat d'une accrétion d'une galaxie-compagnon (cf revue d'Athanassoula et Bosma 1985, et références citées). D'après Schweizer et Ford (1985) les galaxies dites *isolées* ou *de champ* sont des galaxies dont la distance moyenne au plus proche voisin est de l'ordre de 500 kpc, qui sont parcourus en 2×10^9 ans environ. Les galaxies ne sont donc pas complètement isolées actuellement, et elles étaient plus concentrées dans le passé.

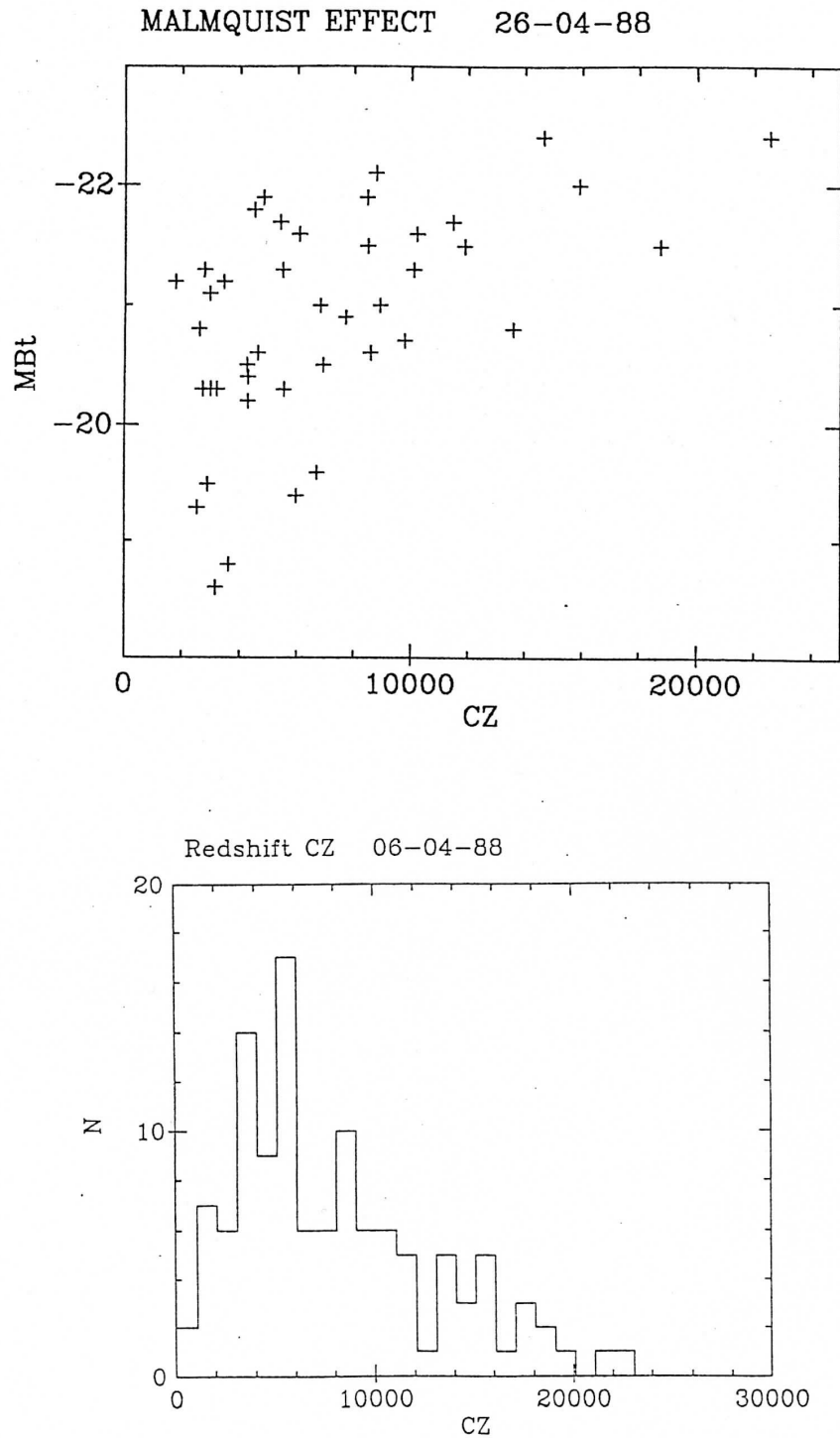


Fig 31 : En haut, effet de Malmquist pour le catalogue de Malin et Carter (magnitude absolue en B en ordonnée, et vitesse d'éloignement en abscisse), qui favorise la détection de coquilles autour des objets les plus brillants. En bas, vitesses d'éloignement d'un échantillon de 100 galaxies à coquilles.

Le déficit en galaxies à coquilles dans les amas peut être expliqué par deux raisons. Tout d'abord, il est difficile de former des coquilles lors de collisions avec des vitesses relatives aussi élevées que l'on observe généralement dans les amas. Pour qu'il y ait fusion, il faut en effet que les vitesses d'approche soient inférieures aux dispersions interne des vitesses des galaxies, ou du même ordre (Toomre 1977). Pour des vitesses plus grandes, le freinage par la friction dynamique n'est pas assez efficace. Ensuite, si l'on suppose que des coquilles ont tout de même été formées autour de galaxies d'amas, les coquilles les plus externes seront vraisemblablement détruites par effet de marée lors de rencontres proches avec les autres membres de l'amas. Ces rencontres sont en effet fréquentes dans les amas. Le biais observationnel qui favorise la détection de coquilles externes lors de l'examen visuel de Malin et Carter a donc vraisemblablement joué, et accentué ce déficit en galaxies à coquilles d'amas. Malin et Carter étaient conscients de ce problème, et avaient traité un certain nombre de plaques photographiques de régions centrales d'amas, sans résultat probant, avant de publier leur catalogue. Il serait néanmoins intéressant d'entreprendre un programme d'observation plus systématique de quelques amas proches pour estimer quantitativement ce biais.

III.6.4 Durée de vie des systèmes formés et estimation des âges de systèmes de coquilles :

Nous avons vu en Sect. I.2 que moyennant quelques hypothèses, le modèle de Quinn fournit une détermination de l'âge d'un système de coquilles. Lorsqu'on applique (3) à des cas réels, on obtient des âges très petits, de l'ordre de quelques 10^8 ans. Pour NGC 3923 par exemple, en supposant une loi en $r^{1/4}$, et un rapport $M/L \approx 10$, les périodes correspondant aux distances mesurées pour les coquilles extrêmes ont pour valeurs : $T_{min} = 11.3 \times 10^6$, $T_{max} = 1.55 \times 10^9$. Ce qui conduit à $t \approx 2.6 \times 10^8$ ans.

Montrons que le modèle de Quinn (1982) conduit ici à une contradiction. Pour que la première coquille soit visible, il est nécessaire que les étoiles qui la constituent aient effectué au moins une oscillation. Dans le cas de NGC 3923, en supposant un potentiel correspondant à une loi en $r^{1/4}$, pour une distance de 100 kpc et une masse $5. \times 10^{11} M_{\odot}$ (cf Prieur 1988), la période d'oscillation est : $T_{r^{1/4}} = 1.55 \times 10^9$ ans (très voisine du cas képlérien : $T_{Kepler} = 1.48 \times 10^9$ ans). Une limite inférieure de l'âge du système autour de NGC 3923 est donc de 1.5 milliards d'années, en contradiction avec l'estimation de l'âge ci-dessus de quelques 10^8 ans.

On peut lever cette contradiction en faisant intervenir un halo de matière noire peu concentré, ayant cependant une masse importante à l'intérieur du rayon des coquilles externes. On réduit ainsi les périodes des étoiles des coquilles externes sans que cela ait pratiquement d'influence sur les coquilles internes. Quinn (1982, 1984), Dupraz et al (1986) ont fait intervenir un halo environ 40 fois plus massif que la composante "lumineuse" pour rendre compte de la distribution des coquilles autour de NGC 3923 (voir en Sect. IV.2). Cela n'était pas lié à un problème d'estimation d'âge, qui était généralement laissé de côté, comme un point sombre du modèle. En effet un âge aussi faible que quelques 10^8 ans est difficile à concevoir. En associant cet âge "typique" au taux d'observation de galaxies à coquilles de champ (de 20 à 40 %), cela conduirait à un nombre très élevé de collisions par galaxies depuis leur formation, de l'ordre de *plusieurs dizaines* (en supposant que le processus s'est déroulé de manière stationnaire), ce qui ne semble pas réaliste. Ainsi donc *la présence d'un halo permet de rendre compte de la distribution radiale des coquilles avec un âge du système compatible avec les*

périodes d'oscillation des étoiles les plus lointaines, mais les âges des systèmes sont alors très courts, de l'ordre de quelques 10^8 ans.

Cette détermination de l'âge du système des coquilles est basée sur le modèle de Quinn (1982), où toutes les étoiles sont relâchées en un même instant et où une nouvelle coquille apparaît à des périodes régulières T_{min} (cf Sect. I.2). Si l'on suppose une dislocation progressive du compagnon (Dupraz et Combes, 1987, voir en Sect. IV.2), les étoiles formant les coquilles internes ne sont relâchées qu'après quelques oscillations du noyau résiduel, éventuellement amorties par la friction dynamique. Les phases initiales de lancement θ_n ne sont pas les mêmes pour toutes les particules, et le "retard au lancement" peut être très grand. Dans le processus d'enroulement de la phase, cela revient à ralentir les étoiles les plus internes, puisqu'elles commencent par osciller avec le noyau résiduel sur des orbites à grande distance apocentrique, avant d'être finalement abandonnées. L'âge du système se trouve ainsi augmenté (Sect. IV.2), et le nombre de collisions nécessaire pour rendre compte de la fraction de galaxies à coquilles peut être réduit à quelques événements par galaxie, ce qui semble beaucoup plus probable.

Dans les collisions radiales, le nombre de coquilles augmente avec le temps, jusqu'à ce que la distance moyenne entre deux coquilles soit de l'ordre de l'épaisseur des coquilles, et que le contraste devienne trop faible pour pouvoir les distinguer. Les paramètres importants pour déterminer la durée de vie d'un système de coquilles sont donc les distances apocentriques extrêmes et le potentiel qui conditionne les périodes. Du point de vue observationnel, NGC 3923 est le système le plus riche, avec 22 coquilles environ. La non-observation de systèmes plus fournis en coquilles semble indiquer que les coquilles ne sont plus visibles au-delà de ce nombre. Pour les collisions non-radiales, les simulations numériques montrent que les systèmes de coquilles formés sont moins stables dans le temps que lors de collisions radiales, et donc les âges devraient être inférieurs (cf Sect. II.2).

III.6.5 Nombre de collisions nécessaires pour rendre compte des observations

Pour estimer l'efficacité du processus de formation des coquilles par fusion, on doit s'appuyer sur les simulations numériques. De nombreuses simulations ont été faites pour estimer l'influence des nombreux paramètres de la collision et ont parfois abouti à des résultats différents voire contradictoires. De façon générale, il semble que les coquilles telles qu'on les observe sont faciles à faire apparaître lors de collisions radiales et plus difficiles lors de collisions à moment angulaire important, car on obtient alors toute une gamme de structures diffuses et enchevêtrées (cf Sect. I.2). On n'obtient pas de systèmes alignés réguliers du type de NGC 3923 lors de rencontres non-radiales. A notre connaissance seuls Dupraz et Combes (1986) se sont hasardés à donner une estimation quantitative du taux de formation de coquilles : environ 50 % autour des potentiels allongés, et moins de 10 % pour les aplatis (cf Sect. I.2). Ces valeurs tiennent compte des effets de projection, qui sont plus défavorables aux potentiels aplatis.

D'après les observations que nous avons décrites dans les paragraphes précédents, on s'attend donc à ce qu'environ 10 % des galaxies elliptiques soient des galaxies à coquilles. Nous avons vu que si l'on suppose qu'il n'y a pas de halo autour des galaxies, ou que leur contribution est négligeable dans les régions intérieures au système de coquilles, la durée de vie des coquilles est de l'ordre de 2 à 3 milliards d'années (la limite inférieure pour NGC 3923

étant de 1.5×10^9 ans), donc environ $1/5^{\text{eme}}$ de l'âge de l'univers. Dans ce cas, en supposant un processus stationnaire, et un taux de réussite de l'ordre de $1/3$, le taux d'observation de coquilles de 10% implique que les galaxies elliptiques ont subi en moyenne 1 ou 2 collisions depuis leur formation. Par contre si on ajoute un halo massif, les périodes des étoiles sont réduites, et donc aussi les durées de vie des systèmes. Pour rendre compte de la fréquence des coquilles que l'on observe on doit alors supposer que les galaxies ont subi un grand nombre de collisions au cours de leur existence. Cette analyse est bien sûr qualitative, mais peut fournir *une valeur supérieure à la masse des halos, contenue à l'intérieur des limites des coquilles les plus externes.*

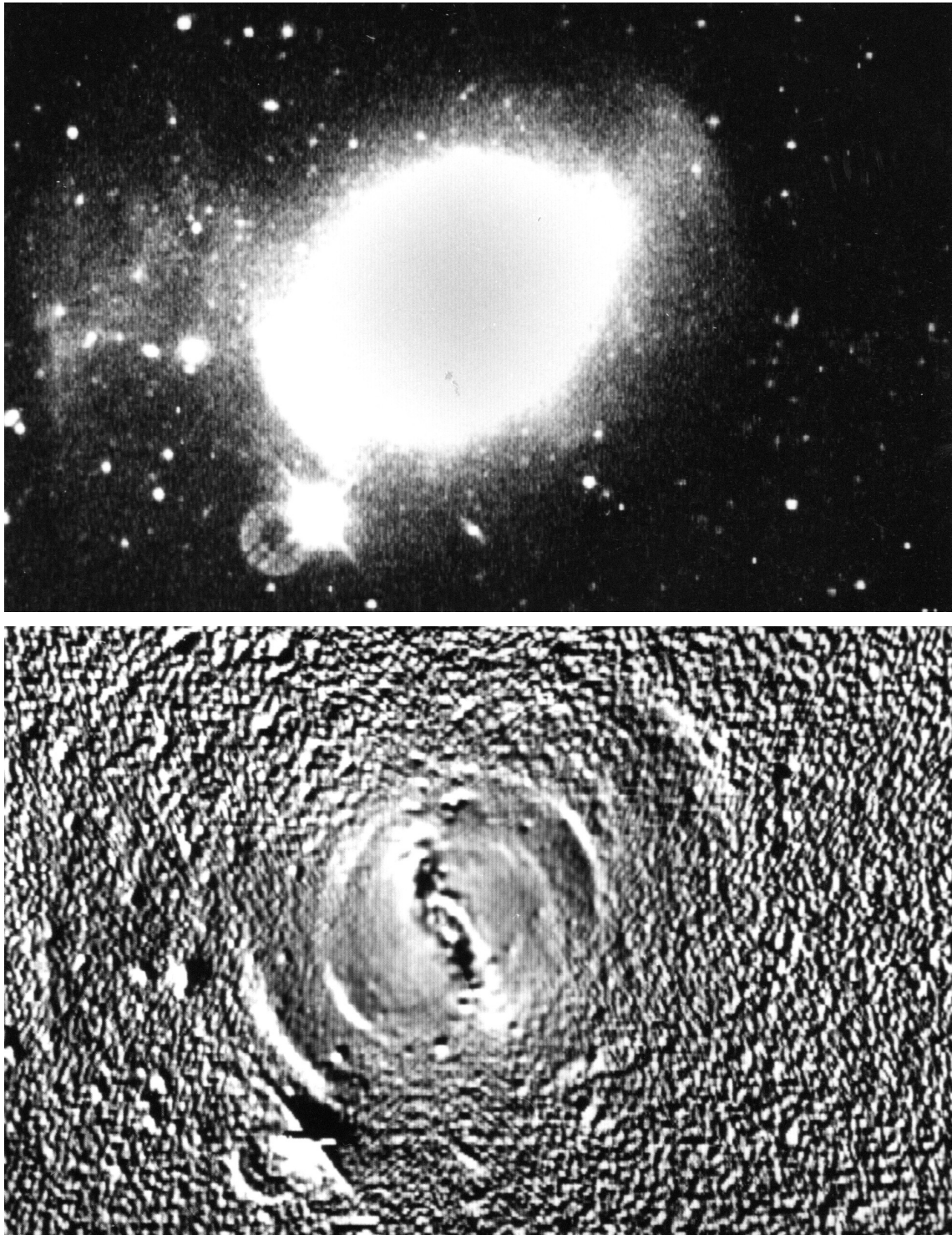


FIG. III.2 – Cliché CCD de Arp 230 (CFHT). En haut, extensions lointaines de la galaxie, visibles sur le cliché brut. En bas, traitement par un gradient radial. La structure très perturbée au centre est vraisemblablement la superposition d'une barre lumineuse et d'une bande de poussière.

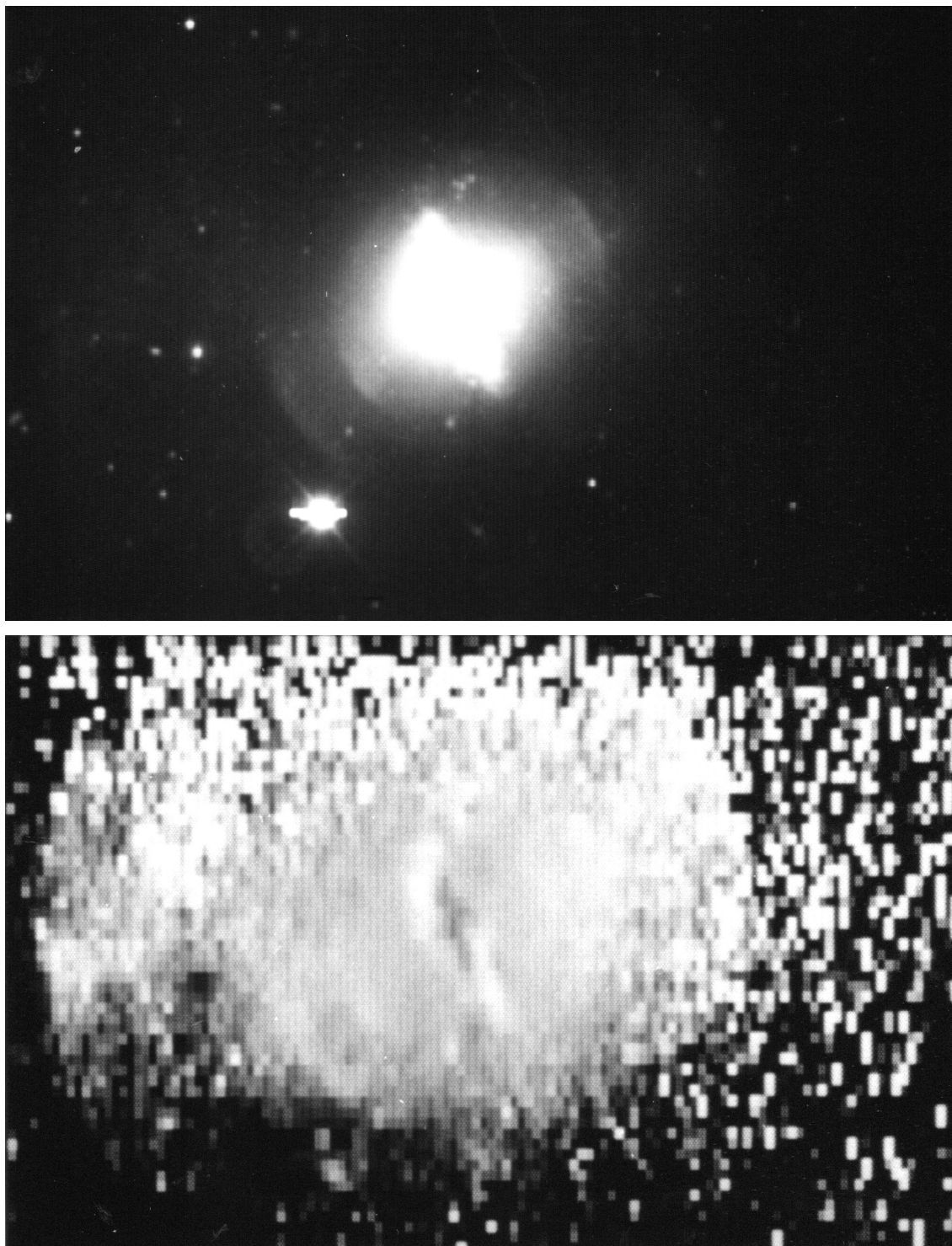


FIG. III.3 – Arp 230 : mêmes observations que celles de la photo III.2. En haut, régions centrales du cliché brut en R. En bas, carte (B-R) : la bande de poussière au centre apparaît plus sombre (plus rouge), alors que la barre est plus claire. Les coquilles apparaissent aussi légèrement plus claires que le reste de la galaxie, ce qui correspond à des indices de couleur plus bleus.

Chapitre IV

Etude approfondie de quelques objets

Nous avons décrit dans le chapitre précédent les propriétés assez générales des galaxies à coquilles, dont l'interprétation n'avait de sens que sur une base statistique. Nous allons nous intéresser maintenant à une étude plus approfondie des coquilles que nous avons menée sur un échantillon d'objets beaucoup plus réduit, mais qui sera étendue très prochainement au reste du catalogue.

IV.1 Morphologie du système de coquilles et forme tridimensionnelle du potentiel de la galaxie hôte

IV.1.1 Forme tri-dimensionnelle des galaxies elliptiques en général

La forme tridimensionnelle des galaxies elliptiques demeure un problème non résolu et fait l'objet d'une recherche active. Cela peut paraître un peu paradoxal, mais ce sujet semblait épuisé il y a quelques années. Jusque vers le milieu des années 1970, il était admis en effet que ces galaxies avaient la forme d'un ellipsoïde de révolution aplati par la rotation (oblate). La différence d'ellipticité apparente (variant de 0 à 7) était expliquée par des vitesses de rotation différentes d'une galaxie à l'autre, et par des effets de projection. Au cours des années 1970 les progrès techniques, surtout au niveau des détecteurs, ont permis d'obtenir des spectres de meilleure qualité et d'en déduire des courbes de rotation pour les galaxies les plus brillantes. Les observations ont montré que la rotation des galaxies elliptiques était souvent très faible voire non décelable. Elle ne pouvait pas rendre compte des ellipticités apparentes (Illingworth 1977, Davies et al 1983), cette tendance étant surtout observée pour les galaxies brillantes ($M_B \leq -20.5$). On fut ainsi conduit à rejeter le modèle admis jusqu'alors. Des travaux théoriques portant principalement sur une application du théorème du Viriel tensoriel (Binney 1978) ont montré qu'une forte anisotropie du tenseur des vitesses pouvait expliquer l'existence de structures biaxiales aplaties ou allongées, voire même triaxiales, sans nécessiter de rotation.

Un certain nombre d'études ont alors essayé de mettre en évidence la forme tridimensionnelle des galaxies de façon individuelle ou statistique.

Binney et de Vaucouleurs (1981) ont inversé la distribution apparente des ellipticités des galaxies elliptiques en supposant que toutes ces galaxies étaient biaxiales allongées, ou aplaties. Ils arrivent à la même conclusion d'un rapport d'axes intrinsèque de 0.62 dans les deux

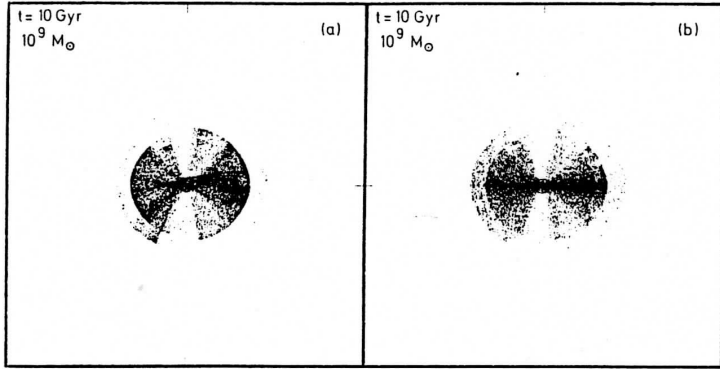
cas, et ne peuvent trancher entre les deux hypothèses (cf Sect. III.2). Un test basé sur la variation de la brillance de surface en fonction de l'ellipticité apparente a été proposé par Richstone (1979). Pour des objets biaxiaux optiquement minces, la brillance de surface est plus élevée lorsque la galaxie est vue projetée le long d'un grand axe que le long d'un petit axe. Il y aurait ainsi une corrélation entre l'ellipticité apparente et la brillance de surface si toutes les galaxies étaient biaxiales aplaties, et une anticorrélation si elles étaient allongées. Les observations n'ont pas permis à Richstone de conclure en faveur de l'une ou l'autre hypothèse. Un test analogue mais basé sur la dispersion des vitesses s'est aussi soldé par un échec (Capaccioli et al, 1984). L'étude individuelle des galaxies elliptiques permet parfois de préciser leur forme (cf Sect. III.5), à partir des courbes de rotation, ou de l'orientation des bandes de poussière par exemple (voir Bertola, 1987, par exemple). La plupart des bandes de poussières sont localisées le long du petit axe, ce qui suggère une forme biaxiale allongée ou triaxiale, alors que la rotation d'ensemble des galaxies se fait généralement autour du petit axe, ce qui indiquerait plutôt une forme aplatie. De ces études, il résulte donc que *l'hypothèse selon laquelle toutes les galaxies sont biaxiales aplaties ou allongées (avec un "ou" exclusif) semble fautive, et que les deux types coexistent vraisemblablement dans des proportions semblables avec une triaxialité plus ou moins marquée.*

Deux autres arguments laissent supposer que les galaxies ne présentent pas de symétrie de révolution. De nombreuses galaxies présentent une rotation de l'angle de position des ellipses ajustées aux isophotes, lorsqu'on s'éloigne du centre. Nous avons nous-mêmes constaté ce phénomène pour un certain nombre d'objets (Fig 30). Et les simulations à N-corps de relaxation de nuages de particules avec des conditions initiales diverses (rotation rapide, Miller et Smith 1979, ou lente, Wilkinson et James, 1982) ont montré que la relaxation violente conduit généralement à la formation d'objets triaxiaux. De plus les travaux de Schwarzschild (1979, 1981) ont montré que de telles structures étaient stables.

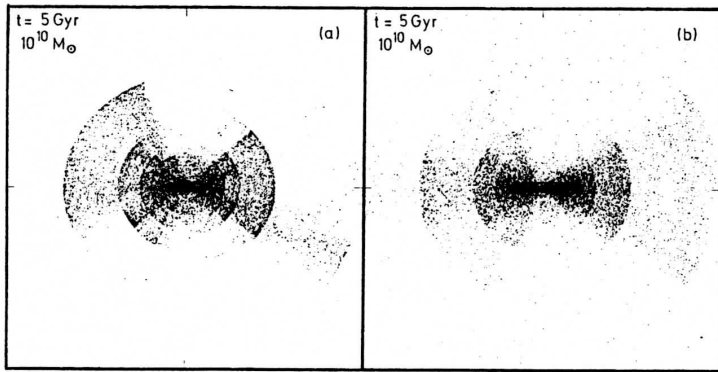
Un test cinématique pour mettre en évidence les galaxies elliptiques triaxiales a été mis au point par Binney (1985). Il est basé sur une étude de la rotation apparente le long du grand et du petit axes de la galaxie. A partir de données observationnelles portant sur 10 galaxies, Binney conclut que les galaxies elliptiques ont vraisemblablement une forme éloignée du cas biaxial avec un axe médian sensiblement égal à la moyenne des longueurs du petit et du grand axes.

IV.1.2 Morphologie du système et forme du potentiel de la galaxie-hôte

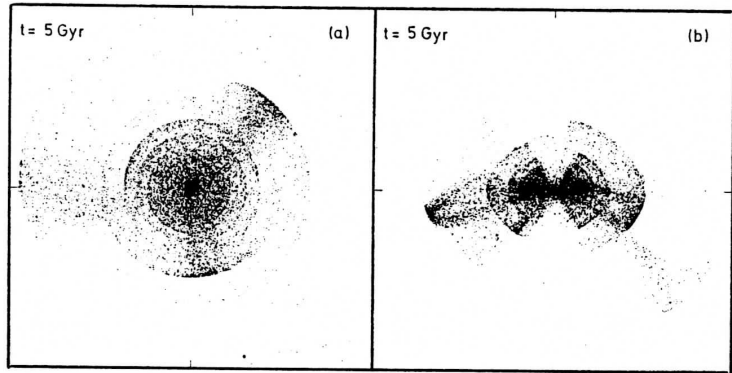
Certaines simulations ont montré que la morphologie générale des systèmes de coquilles dépendait de la structure tri-dimensionnelle de la galaxie-hôte (cf Sect. I.2). Dupraz et Combes (1986) ont même suggéré que *les ellipticités des coquilles seraient liées à l'ellipticité du potentiel de la galaxie-hôte* (cf Fig 32). Pour tester cette prédiction, nous avons entrepris une étude des ellipticités des coquilles de NGC 3923 (Prieur 1988).



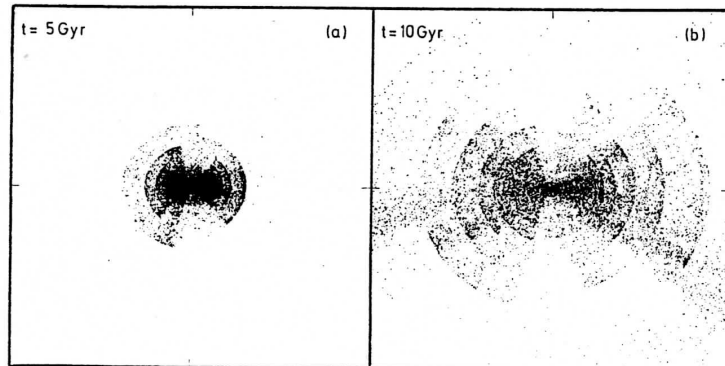
Accretion of a companion of mass $10^9 M_{\odot}$ by a prolate E3.5 E-galaxy; **a** spiral companion, **b** elliptical companion



Accretion of a companion of mass $10^{10} M_{\odot}$ by a prolate E3.5 E-galaxy; **a** spiral companion, **b** elliptical companion



Ellipticity of the shells: standard situation, but: **a** The E-galaxy is spherical (E0); **b** The E-galaxy is strongly prolate (E7); the major axis is horizontal



Initial distance of the companion: standard situation, but: **a** $r_0 = R_g/3 = 36.667$ kpc; **b** $r_0 = R_g = 110$ kpc

Fig 32 : En haut à gauche, influence de la masse du compagnon sur l'aspect des coquilles. Ci-contre, influence de l'ellipticité du potentiel de la galaxie sur celle des coquilles. En bas à droite, effet de la distance de lancement initiale sur la dynamique des distances des coquilles (simulations de Dupraz et Combes, 1986).

NGC 3923 est une galaxie très spectaculaire, qui a été une des premières étudiées par Quinn (1982) pour tester son modèle. Elle présente un système de coquilles alignées, bien régulier (cf Fig 34e), et un consensus semble exister entre les différents auteurs pour attribuer sa formation à une rencontre radiale avec un compagnon sphéroïdal (Hernquist et Quinn 1987, Dupraz et Combes 1986). Nous avons donc ajusté des arcs d'ellipses aux coquilles, et mesuré leurs ellipticités. Pour estimer les erreurs et le domaine de fiabilité des mesures, nous avons utilisé de nombreux clichés provenant de diverses sources (AAT, ESO, Schmidt). Les résultats sont représentés en Fig 33. Les barres d'erreur sont malheureusement assez grandes à cause de la difficulté à apprécier les bords des coquilles, et de leur faible étendue angulaire. La seconde partie de ce travail consistait à évaluer l'ellipticité du potentiel de NGC 3923. Pour atteindre le potentiel d'une galaxie à partir des observations il faut faire un certain nombre d'hypothèses, et procéder en deux étapes : on commence par inverser le profil de la brillance observée pour en déduire un profil dans l'espace en 3 dimensions, puis on inverse ce profil pour en déduire le potentiel. Ce problème, qui ne conduit pas à une solution unique pour le cas sphérique, se complique singulièrement dans le cas d'une galaxie biaxiale ou triaxiale.

Tout d'abord, on ne connaît pas l'ellipticité d'une galaxie elliptique dans le plan perpendiculaire au plan du ciel (E_{ortho}). Pour encadrer les différents cas possibles nous avons considéré deux cas extrêmes : cas biaxiaux allongé (avec $E_{ortho} = 0$.) et aplati (avec $E_{ortho} = E_{parall}$). L'inversion de la densité pour accéder au potentiel fait encore l'objet de nombreux travaux. Dans la plupart des cas traités dans la littérature, on recherche la fonction de distribution des étoiles car elle conduit à tous les paramètres du système, dont le potentiel. Cependant, dans les cas où l'on ne s'intéresse qu'à la géométrie du système, on n'a pas besoin de connaître la fonction de distribution. Nous avons donc pu utiliser des expressions analytiques plus simples pour le potentiel et la densité.

Parmi les modèles actuels de galaxies elliptiques non sphériques, on peut distinguer deux grandes classes : ceux qui supposent une *ellipticité fixe pour les équipotentiels* et ceux qui supposent une ellipticité fixe pour les équidensités. Les premiers modèles sont les plus simples à traiter analytiquement, mais les seconds se rapprochent plus du cas réel. Nous avons considéré les deux types en prenant dans le premier cas un potentiel en loi de puissance, spécialement adapté à notre problème :

$$\Phi(s) = (1 + s^2)^{-\alpha} \quad \text{avec} \quad s = \sqrt{x^2/p^2 + y^2/q^2 + z^2} \quad (16)$$

Dans le deuxième cas, nous avons utilisé le modèle de de Zeeuw et Merrit (1983), dérivé de celui de Schwarzschild (1979), dans lequel le potentiel et la densité sont décomposés en harmoniques sphériques :

$$\Phi(x, y, z) = u(r) - v(r) \times P_2^0 + w(r) \times P_2^2 \quad (17)$$

$$\rho(x, y, z) = f(r) - g(r) \times P_2^0 + h(r) \times P_2^2 \quad \text{avec} : \quad f(r) = (1 + r^2)^{-3/2} \quad (18)$$

L'ellipticité des équidensités est maintenue constante en ajustant le comportement asymptotique des fonctions $g(r)$ et $h(r)$. Nous avons aussi étudié d'autres modèles : comme celui de Hernquist et Quinn (1988), dérivé du modèle précédent, et celui de Richstone (1980) à ellipticité constante pour les équipotentiels, qui sont décrits plus en détail dans Prieur (1988).

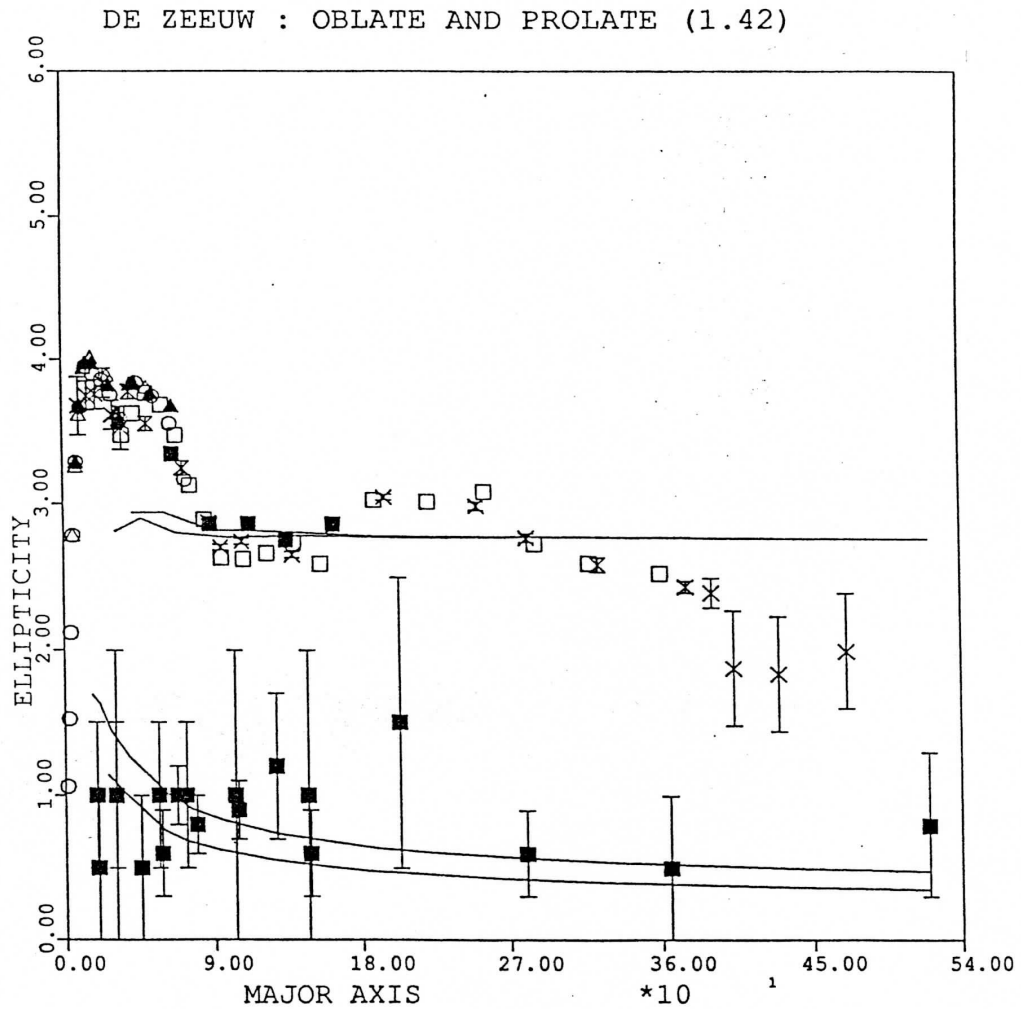


Fig 33a : Ellipticités des coquilles de NGC 3923 (carrés noirs avec barres d'erreur), comparées à celles de la galaxie (symboles du haut). En lignes continues : ellipticités calculées pour les équipotentiels (en bas) et les équidensités (en haut), avec un modèle de galaxie elliptique biaxiale de De Zeeuw et Merrit (1983). Le cas aplati correspond à la courbe la plus basse, le cas allongé à celle immédiatement au-dessus (Cf Prieur 1988).

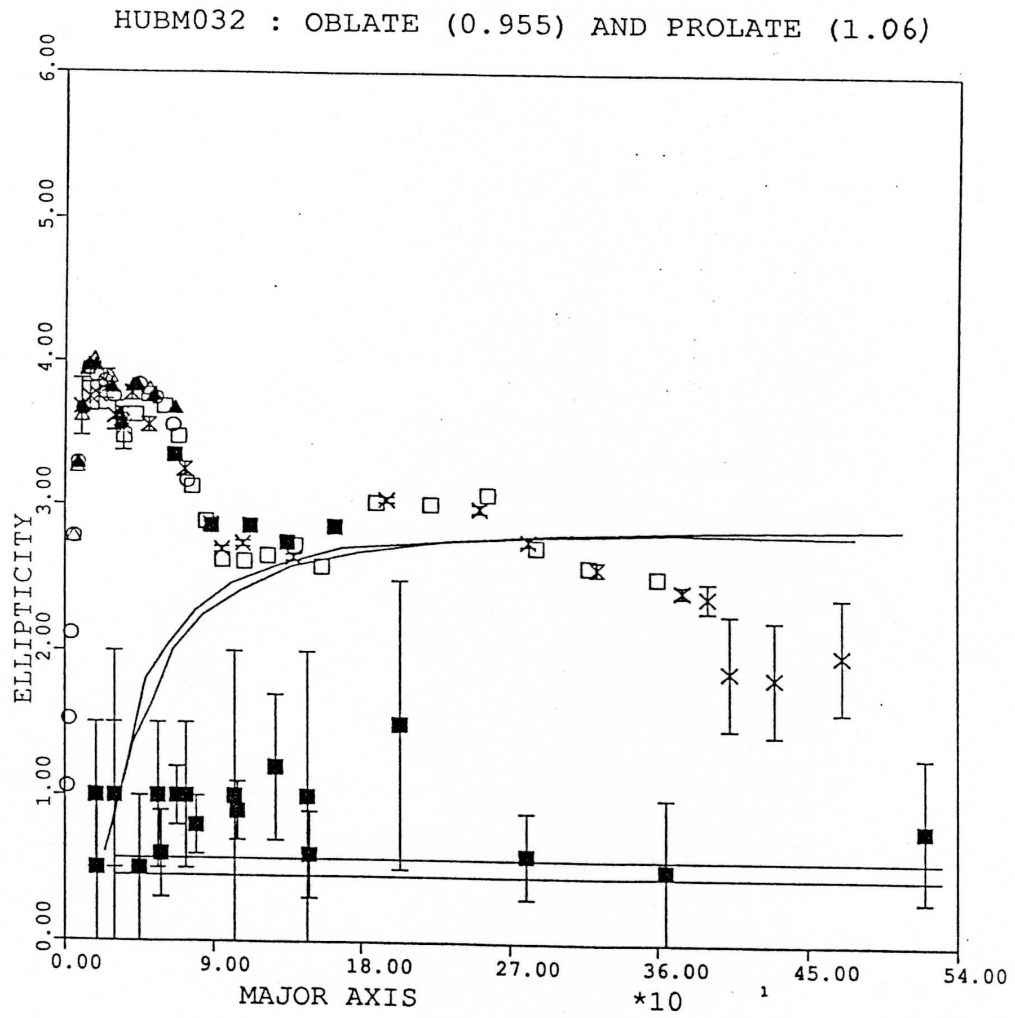


Fig 33b : Même diagramme que la figure précédente, mais avec un modèle en loi de puissance pour le potentiel, et une ellipticité constante pour les équipotentielles (Cf Prieur 1988).

A cause de l'ellipticité sensiblement constante des coquilles nous pensions initialement que si les coquilles étaient effectivement des “traceurs” du potentiel, ou si leur ellipticité était liée à celle des équipotentiels, le modèle à ellipticité constante pour les équipotentiels rendrait mieux compte de l'ellipticité des coquilles. La comparaison avec les ellipticités des isophotes de NGC 3923 (Fig 33) montre que ce modèle à ellipticité constante pour les équipotentiels n'est pas très réaliste. Le modèle à ellipticité constante pour les équidensités est en meilleur accord avec les ellipticités de la galaxie et fournit malgré tout des ellipticités à l'intérieur des barres d'erreur des ellipticités de la plupart des coquilles. Il y a cependant un certain décrochage pour les coquilles internes, qui devrait même s'accroître si on prenait un modèle rendant compte de l'augmentation de l'ellipticité de la galaxie pour les régions centrales. L'interprétation d'un tel diagramme est délicate, mais *il semble bien que nous n'observions pas de corrélation entre les ellipticités des coquilles et celles des équipotentiels.*

En Sect. III.2 nous avons montré qu'il existait une corrélation entre la morphologie du système de coquilles et l'aplatissement apparent de la galaxie. Il semble donc que cette propriété ne puisse pas être étendue aux ellipticités individuelles de chaque coquille. Les équipotentiels ne correspondent à des isochrones (courbes de même période) que pour des potentiels particuliers comme le potentiel isochrone sphérique de Hénon (1959). Dans le cas général la période d'une étoile dépend de son énergie et de son moment angulaire. On s'attendait à ce que les ellipticités des coquilles de systèmes alignés soient proches des équipotentiels puisque dans ce cas-là, les orbites ont un faible moment angulaire. Notre étude montre que ce moment angulaire, même faible, *ne peut pas être négligé* lorsqu'il est associé à un potentiel non sphérique ; *les orbites des étoiles formant les coquilles ne sont pas rigoureusement radiales.* Ce dernier résultat est en accord avec l'étude des orbites faite par Hernquist et Quinn (1988).

IV.2 Distribution radiale des coquilles : rôle de la friction dynamique, et existence de halos massifs ?

IV.2.1 Etude de quelques systèmes alignés

Parmi l'ensemble des galaxies à coquilles, les systèmes alignés (type 1) se prêtent le mieux à une étude quantitative de la distribution radiale des coquilles, car dans ce cas les modèles de fusion expliquent *de façon univoque* l'origine par une collision radiale. Par contre, les systèmes de type 2 peuvent provenir de rencontres à grand moment angulaires et donner des distributions radiales beaucoup plus difficilement prévisibles, l'enroulement des étoiles du compagnon absorbé se faisant à la fois dans l'espace des phases et l'espace réel (cf Sect. I.2). A partir des clichés CCD disponibles à Toulouse, nous avons sélectionné 7 objets présentant des coquilles alignées, parmi les plus fournis en coquilles : 0321-426, 0351-550, 0540-479, 1252-266, Arp 230, NGC 1344, et NGC 3923 (cf Table 6) Nous avons ensuite traité les clichés en suivant la procédure indiquée en II-2 et obtenu une description géométrique des coquilles pour chaque système (cf Tables 7 à 14), ce qui a nécessité l'étude d'environ 100 coquilles. Nous tenons cependant à souligner que nous ne prétendons pas donner une description complète et définitive de ces systèmes, et que des observations plus profondes conduiraient certainement à la découverte de coquilles nouvelles.

Ident.	N_{shells}	d_{max}/d_{min} (")	d_{min} (r_e/Kpc)	d_{max} (r_e/Kpc)	Rapport d_{max}/d_{min}	D (Mpc) ($H=75$)	r_e ("/Kpc)
0321-426	4	63/12	0.7/6.8	3.7/36	5	117	17/10
0351-550	12	96/7	0.2/—	2.7/—	13	—	36/—
0540-479	7	73/14	0.7/13	3.8/69	5	196	19/18
1252-266	10	88/8.4	0.4/2.6	4.4/27	11	64	20/6.2
ARP 230	8	91/23	0.9/—	3.4/—	4	—	27/—
NGC 1344	15	572/50	1.5/4.1	17.3/47	11	17	33/2.7
NGC 3923	22	1170/19	0.2/1.7	12/105	62	18	100/8.8
0422-476 [†]	10	105/10	—/2.8	—/29	11	57	—/—

[†] système en "pétales"

Tableau 6 : Paramètres géométriques des coquilles de quelques systèmes, déduits de notre étude. Toutes les galaxies de ce tableau, à part 0422-476, présentent des coquilles alignées le long du grand-axe. Colonne (1), identification; col (2), nombre de coquilles, col (3), distances extrémales des coquilles, en secondes d'arc; col (4) et (5), distances respectivement minimales et maximales exprimées en fraction du rayon équivalent, et en Kpc; col (6), rapport entre les distances des coquilles extrémales; col (7), distance de la galaxie en Mpc ($H=75\text{km/s/Mpc}$); col (8), rayon équivalent en secondes d'arc et en Kpc.

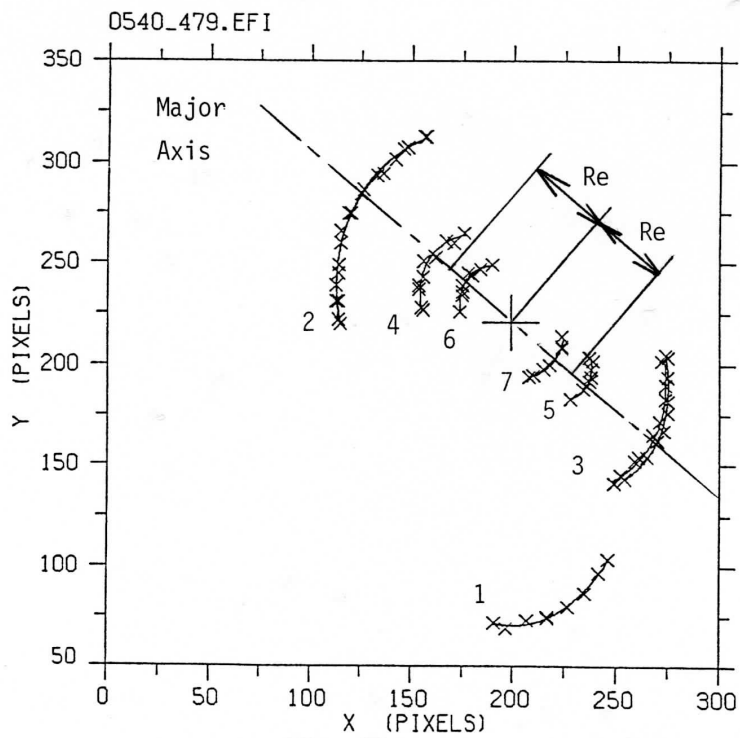
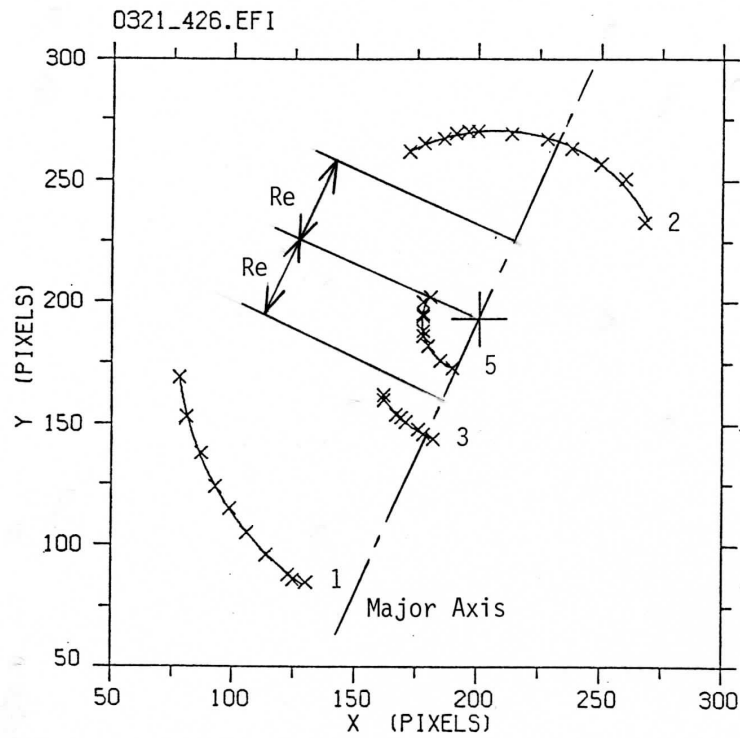


Fig 34a : Diagrammes des coquilles de systèmes alignés : 0321-426 en haut, 0540-479 en bas (échelle : 0.492"/pixel). Comparer avec les photographies 8 et 10.

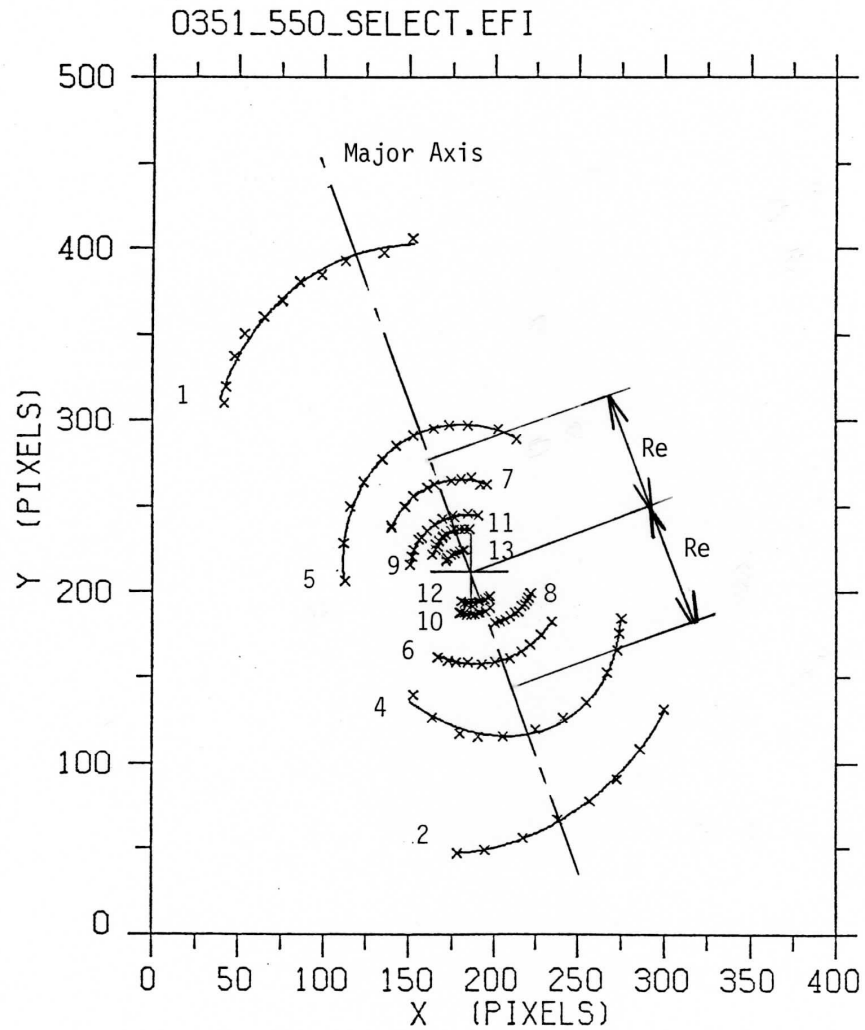


Fig 34b : Diagrammes des coquilles de systèmes alignés : 0351-550 (échelle : $0.492''/\text{pixel}$).
Comparer avec la photographie 9.

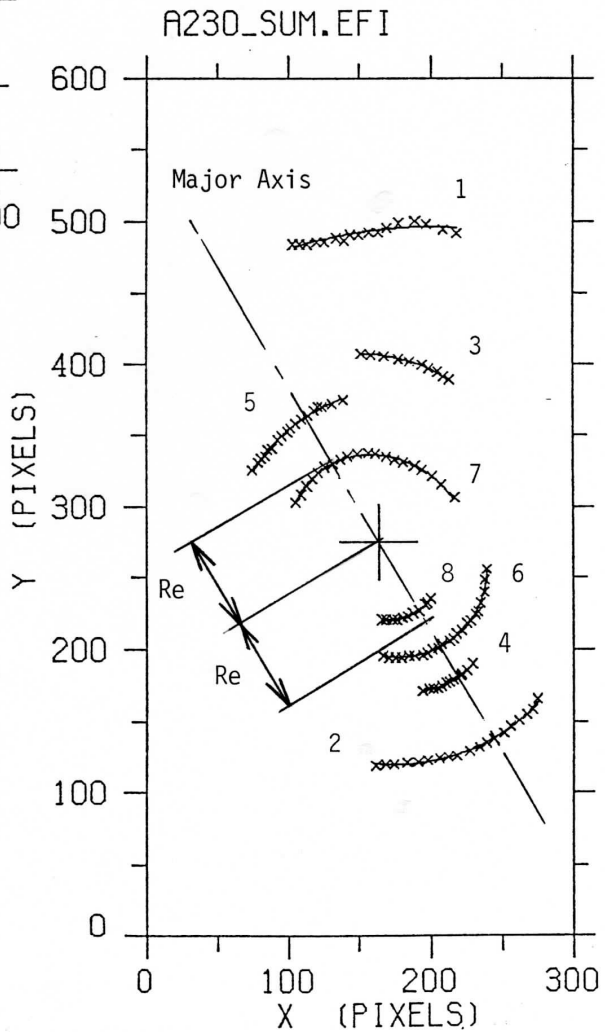
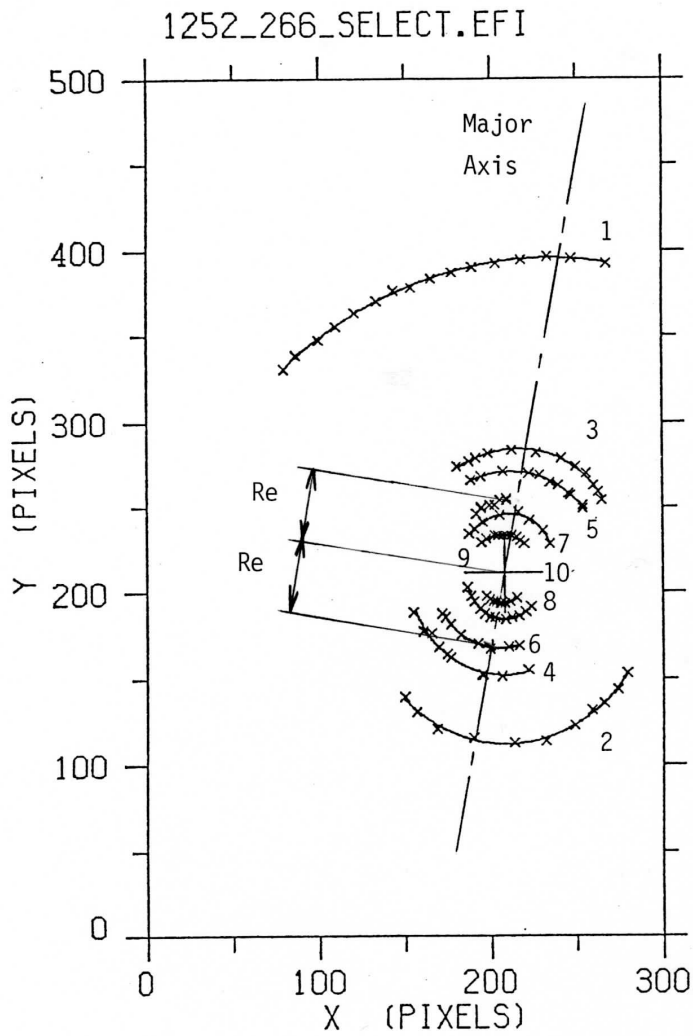


Fig 34c : Diagrammes des coquilles de systèmes alignés : 1252-266 en haut (échelle : $0.492''/\text{pixel}$), Arp 230 en bas (échelle : $0.414''/\text{pixel}$). Comparer avec les photographies 11 et 6.

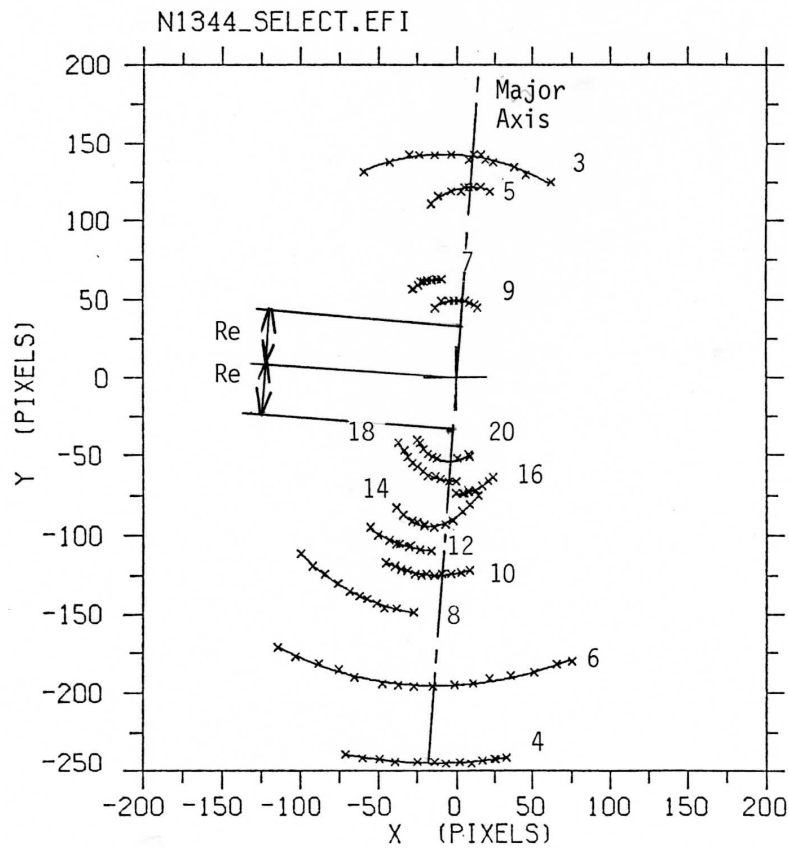
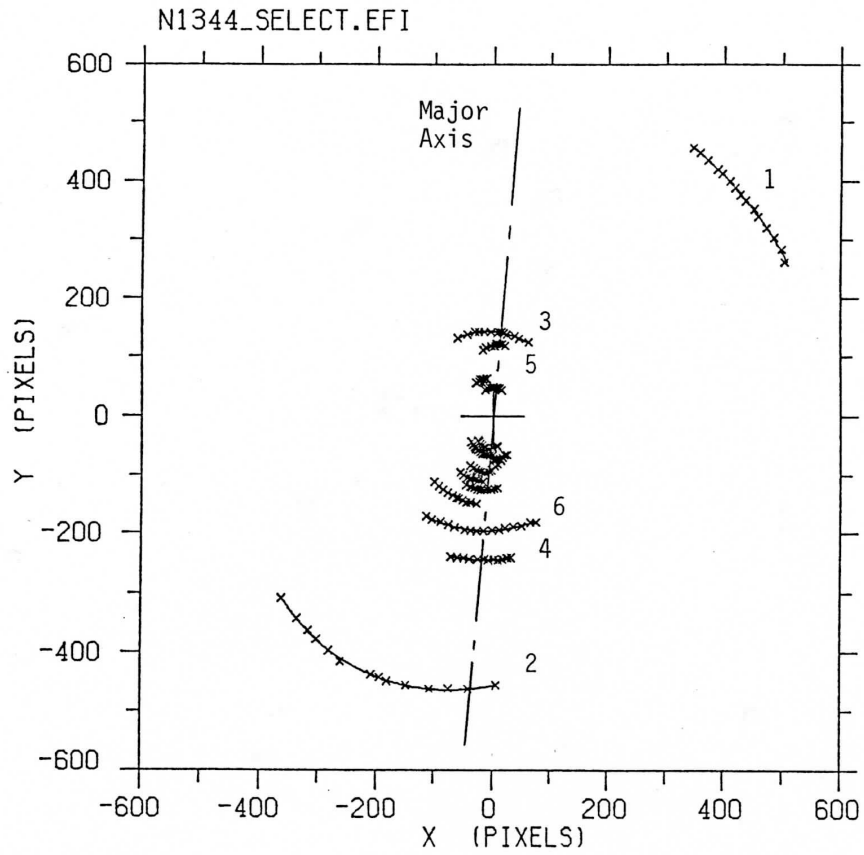


Fig 34d : Diagrammes des coquilles de systèmes alignés : NGC 1344. En haut régions externes. En bas, régions internes (échelle : 1" / pixel).

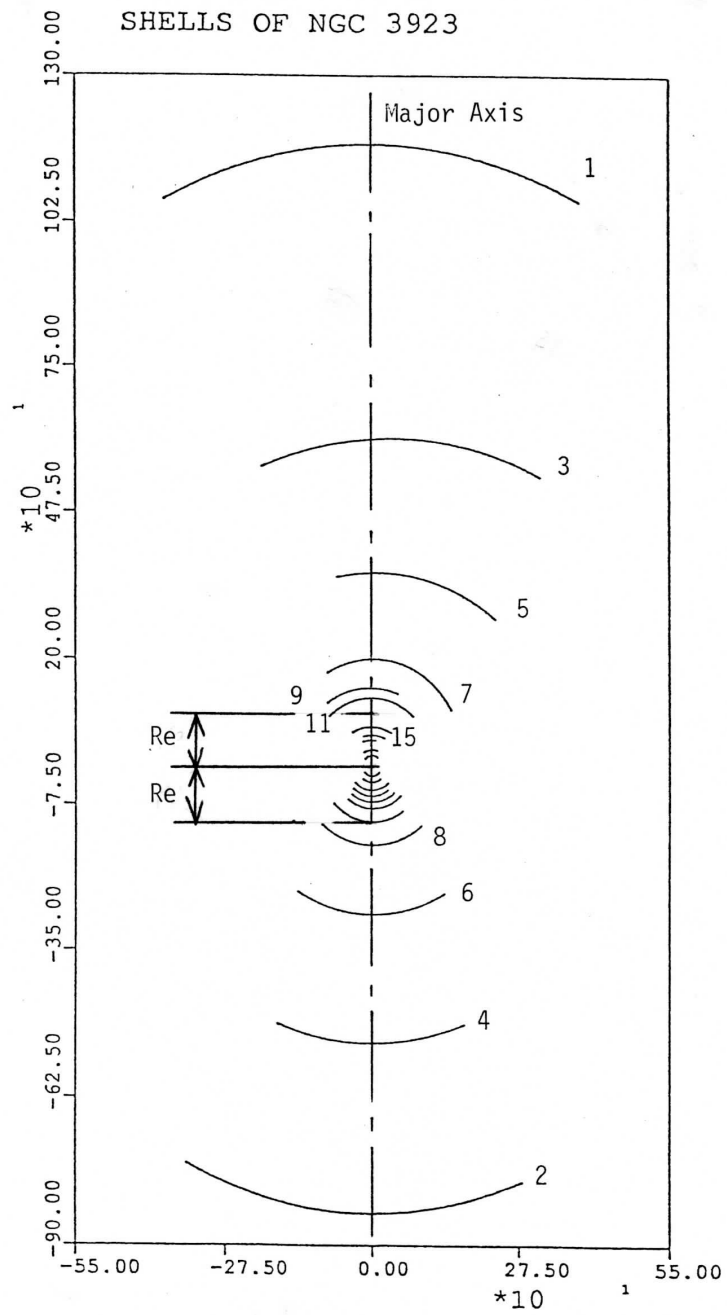


Fig 34e : Diagrammes des coquilles de systèmes alignés : NGC 3923 (échelle : $1''/\text{pixel}$).

Shell number (1)	Major axis (2)	Radius (3)	Ellipt. (4)	Θ_c (5)	Θ_{med} (6)	$\Delta\Theta$ (7)	X_c (8)	Y_c (9)
SHELL 1	64.4 ± 0.5	63.2 ± 0.4	0.6 ± 0.02	68.3 ± 12.7	213.9	45.6 ± 5.7	201.0 ± 0.0	193.0 ± 0.0
SHELL 2	39.5 ± 0.3	39.0 ± 0.2	0.8 ± 0.02	46.7 ± 8.1	71.8	82.0 ± 5.7	201.0 ± 0.0	193.0 ± 0.0
SHELL 3	25.9 ± 0.5	25.4 ± 0.5	0.9 ± 0.08	79.7 ± 26.7	233.6	30.3 ± 5.7	201.0 ± 0.0	193.0 ± 0.0
SHELL 5	11.7 ± 0.2	11.7 ± 0.2	0.9 ± 0.04	20.5 ± 7.8	198.5	85.4 ± 5.7	201.0 ± 0.0	193.0 ± 0.0

Tableau 7 : Paramètres géométriques des coquilles de la galaxie 0321-426. Colonne (1), numéro de la coquille; col (2), grand-axe de l'ellipse ajustée à la coquille, en secondes d'arc; col (3), rayon équivalent (\sqrt{ab}); col (4), ellipticité ($E = 10 \times (1 - b/a)$); col (5), angle de position du grand-axe en degrés, mesuré par rapport à l'axe OX des clichés CCD; col (6), angle médian en degrés, i.e. moyenne des angles limites de la coquille; col (7), étendue angulaire de la coquille, en degrés; col (8) et (9), position du centre des ellipses, en pixels, sur les clichés CCD.

Shell number (1)	Major axis (2)	Radius (3)	Ellipt. (4)	Θ_c (5)	Θ_{med} (6)	$\Delta\Theta$ (7)	X_c (8)	Y_c (9)
SHELL 2 N 82	81.7 ± 0.9	76.2 ± 0.6	1.8 ± 0.04	77.1 ± 4.1	296.3	57.4 ± 5.7	186.0 ± 0.0	212.0 ± 0.0
SHELL 4 N 51	50.9 ± 0.6	50.5 ± 0.6	2.3 ± 0.08	126.1 ± 2.0	294.3	97.7 ± 5.7	186.0 ± 0.0	212.0 ± 0.0
SHELL 6 N 28	27.7 ± 0.1	27.3 ± 0.1	0.6 ± 0.01	139.4 ± 7.7	289.0	79.7 ± 5.7	186.0 ± 0.0	212.0 ± 0.0
SHELL 8 N 19	18.8 ± 0.1	18.2 ± 0.1	2.0 ± 0.07	163.7 ± 4.2	319.1	45.0 ± 5.7	186.0 ± 0.0	212.0 ± 0.0
SHELL 10 N 13	12.3 ± 0.1	12.2 ± 0.1	1.3 ± 0.08	94.4 ± 3.4	277.9	43.8 ± 5.7	186.0 ± 0.0	212.0 ± 0.0
SHELL 12 N 9	9.4 ± 0.4	8.9 ± 0.4	0.6 ± 0.03	177.0 ± 13.1	282.1	57.0 ± 5.7	186.0 ± 0.0	212.0 ± 0.0
SHELL 1 S 97	96.8 ± 0.6	96.2 ± 0.6	2.5 ± 0.13	112.6 ± 2.7	122.9	45.8 ± 5.7	186.0 ± 0.0	212.0 ± 0.0
SHELL 5 S 42	42.3 ± 0.2	41.4 ± 0.1	1.4 ± 0.01	102.4 ± 1.6	127.0	113.9 ± 5.7	186.0 ± 0.0	212.0 ± 0.0
SHELL 7 S 27	27.1 ± 0.2	27.1 ± 0.2	1.2 ± 0.04	117.3 ± 2.8	114.7	71.6 ± 5.7	186.0 ± 0.0	212.0 ± 0.0
SHELL 9 S 17	17.3 ± 0.1	17.1 ± 0.1	0.5 ± 0.01	159.4 ± 11.1	127.4	92.1 ± 5.7	186.0 ± 0.0	212.0 ± 0.0
SHELL 11 S 13	12.9 ± 0.1	12.9 ± 0.1	2.0 ± 0.08	116.1 ± 2.3	122.8	65.6 ± 5.7	186.0 ± 0.0	212.0 ± 0.0
SHELL 13 S 8	7.8 ± 0.3	7.2 ± 0.2	1.8 ± 0.11	173.8 ± 11.0	129.9	53.8 ± 5.7	186.0 ± 0.0	212.0 ± 0.0

Tableau 8 : Paramètres géométriques des coquilles de 0351-550. Même légende que le tableau 7.

Shell number (1)	Major axis (2)	Radius (3)	Ellipt. (4)	Θ_c (5)	Θ_{med} (6)	$\Delta\Theta$ (7)	X_c (8)	Y_c (9)
SHELL 1	74.1 ± 0.3	73.4 ± 0.3	5.1 ± 0.22	90.7 ± 0.9	279.4	25.0 ± 5.7	199.0 ± 0.0	221.0 ± 0.0
SHELL 2	49.5 ± 0.2	47.5 ± 0.2	1.9 ± 0.03	117.6 ± 2.1	146.9	64.8 ± 5.7	199.0 ± 0.0	221.0 ± 0.0
SHELL 3	47.0 ± 0.3	45.4 ± 0.2	3.3 ± 0.09	125.9 ± 1.7	326.6	42.8 ± 5.7	199.0 ± 0.0	221.0 ± 0.0
SHELL 4	25.1 ± 0.4	25.0 ± 0.4	2.9 ± 0.23	136.6 ± 3.1	144.8	54.5 ± 5.7	199.0 ± 0.0	221.0 ± 0.0
SHELL 5	24.0 ± 0.2	23.8 ± 0.2	4.6 ± 0.41	135.2 ± 1.8	321.6	28.5 ± 5.7	199.0 ± 0.0	221.0 ± 0.0
SHELL 6	15.1 ± 0.2	15.0 ± 0.2	3.0 ± 0.22	125.9 ± 3.3	138.3	60.9 ± 5.7	199.0 ± 0.0	221.0 ± 0.0
SHELL 7	14.0 ± 0.2	13.9 ± 0.1	1.2 ± 0.10	123.1 ± 8.7	316.4	55.9 ± 5.7	199.0 ± 0.0	221.0 ± 0.0

Tableau 9 : Paramètres géométriques des coquilles de 0540-479. Même légende que le tableau 7.

Shell number (1)	Major axis (2)	Radius (3)	Ellipt. (4)	Θ_c (5)	Θ_{med} (6)	$\Delta\Theta$ (7)	X_c (8)	Y_c (9)
SHELL 2 N 49	48.7 ± 0.4	48.7 ± 0.4	1.3 ± 0.03	92.9 ± 2.2	276.0	90.5 ± 5.7	208.0 ± 0.0	211.0 ± 0.0
SHELL 4 N 29	28.8 ± 0.4	28.4 ± 0.3	0.5 ± 0.02	92.5 ± 29.0	243.4	81.7 ± 5.7	208.0 ± 0.0	211.0 ± 0.0
SHELL 6 N 21	21.2 ± 0.1	21.2 ± 0.1	0.6 ± 0.02	64.5 ± 5.2	247.5	69.8 ± 5.7	208.0 ± 0.0	211.0 ± 0.0
SHELL 8 N 13	12.9 ± 0.1	12.7 ± 0.1	1.5 ± 0.03	93.7 ± 2.4	255.5	109.2 ± 5.7	208.0 ± 0.0	211.0 ± 0.0
SHELL 10 N 8	8.4 ± 0.1	8.4 ± 0.1	1.2 ± 0.05	79.9 ± 4.0	266.1	67.3 ± 5.7	208.0 ± 0.0	211.0 ± 0.0
SHELL 1 S 100	99.8 ± 0.9	88.1 ± 0.7	1.4 ± 0.01	35.8 ± 1.5	104.3	65.1 ± 5.7	208.0 ± 0.0	211.0 ± 0.0
SHELL 3 S 37	37.1 ± 0.2	37.0 ± 0.2	1.6 ± 0.03	64.4 ± 1.9	75.1	76.2 ± 5.7	208.0 ± 0.0	211.0 ± 0.0
SHELL 5 S 30	30.0 ± 0.1	30.0 ± 0.1	0.9 ± 0.02	64.1 ± 2.9	74.3	69.5 ± 5.7	208.0 ± 0.0	211.0 ± 0.0
SHELL 7 S 18	17.6 ± 0.2	17.6 ± 0.2	2.0 ± 0.07	74.2 ± 2.8	81.6	98.8 ± 5.7	208.0 ± 0.0	211.0 ± 0.0
SHELL 9 S 11	11.1 ± 0.1	11.0 ± 0.1	1.0 ± 0.04	100.8 ± 6.5	90.3	71.1 ± 5.7	208.0 ± 0.0	211.0 ± 0.0

Tableau 10 : Paramètres géométriques des coquilles de 1252-266. Même légende que le tableau 7.

Shell number (1)	Major axis (2)	Radius (3)	Ellipt. (4)	Θ_c (5)	Θ_{med} (6)	$\Delta\Theta$ (7)	X_c (8)	Y_c (9)
SHELL 1	113.5 ± 19.2	91.3 ± 14.4	2.1 ± 0.37	16.7 ± 9.1	91.1	30.2 ± 5.7	164.0 ± 0.0	275.0 ± 0.0
SHELL 2	65.6 ± 0.1	65.5 ± 0.1	0.9 ± 0.02	119.0 ± 2.1	292.4	46.3 ± 5.7	164.0 ± 0.0	275.0 ± 0.0
SHELL 3	55.8 ± 0.8	54.0 ± 0.7	1.4 ± 0.07	110.8 ± 9.5	80.9	28.4 ± 5.7	164.0 ± 0.0	275.0 ± 0.0
SHELL 4	45.2 ± 0.1	45.2 ± 0.1	3.2 ± 0.15	116.0 ± 0.6	297.0	21.5 ± 5.7	164.0 ± 0.0	275.0 ± 0.0
SHELL 5	46.7 ± 2.1	42.0 ± 1.8	1.0 ± 0.05	46.1 ± 4.1	127.1	46.2 ± 5.7	164.0 ± 0.0	275.0 ± 0.0
SHELL 6	35.1 ± 0.1	35.1 ± 0.1	1.7 ± 0.02	127.0 ± 0.8	309.0	73.6 ± 5.7	164.0 ± 0.0	275.0 ± 0.0
SHELL 7	27.0 ± 0.2	25.6 ± 0.1	0.9 ± 0.01	143.6 ± 3.8	92.7	123.1 ± 5.7	164.0 ± 0.0	275.0 ± 0.0
SHELL 8	23.1 ± 0.0	23.1 ± 0.0	2.1 ± 0.04	112.0 ± 0.6	292.1	39.9 ± 5.7	164.0 ± 0.0	275.0 ± 0.0

Tableau 11 : Paramètres géométriques des coquilles de Arp 230. Même légende que le tableau 7.

Shell number (1)	Major axis (2)	Radius (3)	Ellipt. (4)	Θ_c (5)	Θ_{med} (6)	$\Delta\Theta$ (7)	X_c (8)	Y_c (9)
SHELL 1 (4N)	593.8 ± 28.0	572.0 ± 26.7	0.4 ± 0.02	124.9 ± 7.9	40.0	25.2 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 3 (6N)	145.3 ± 1.1	143.1 ± 0.9	0.7 ± 0.02	116.5 ± 11.1	88.9	50.5 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 5 (13N)	122.3 ± 0.5	121.9 ± 0.5	4.9 ± 0.40	83.5 ± 1.3	88.9	18.7 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 7 (29N)	64.4 ± 0.2	64.4 ± 0.2	3.3 ± 0.34	106.3 ± 1.0	107.1	18.0 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 9 (22N)	49.5 ± 0.4	49.5 ± 0.4	3.1 ± 0.25	89.5 ± 1.5	89.4	33.4 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 2 (35S)	485.5 ± 0.7	484.4 ± 0.7	1.8 ± 0.02	58.9 ± 0.7	245.6	50.5 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 4 (1S)	272.3 ± 12.1	245.8 ± 10.0	1.1 ± 0.05	12.5 ± 6.2	265.6	24.3 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 6 (32S)	215.6 ± 3.7	196.7 ± 2.9	1.0 ± 0.02	16.0 ± 3.8	264.6	56.6 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 8 (15S)	151.7 ± 0.3	151.3 ± 0.3	0.7 ± 0.03	75.6 ± 8.6	243.9	31.7 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 10 (17S)	126.1 ± 0.2	126.0 ± 0.2	2.7 ± 0.14	77.8 ± 1.3	261.5	25.4 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 12 (18S)	111.3 ± 0.4	111.3 ± 0.4	1.2 ± 0.17	72.1 ± 4.6	250.8	21.8 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 14 (19S)	96.4 ± 0.4	96.0 ± 0.4	5.3 ± 0.14	76.7 ± 0.4	263.0	35.2 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 16 (20S)	74.1 ± 0.5	73.4 ± 0.4	3.6 ± 0.36	90.0 ± 3.4	280.3	20.6 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 18 (21S)	66.1 ± 0.3	64.6 ± 0.3	3.1 ± 0.12	85.8 ± 2.1	249.3	41.4 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0
SHELL 20 (23S)	53.9 ± 0.6	53.9 ± 0.6	3.9 ± 0.24	83.0 ± 1.0	259.0	42.0 ± 5.7	0.0 ± 0.0	0.0 ± 0.0

Tableau 12 : Paramètres géométriques des coquilles de NGC 1344. Même légende que le tableau 7.

Shell number (1)	M. axis ($^{\circ}$) (2)	M. Axis (kpc) (3)	Axis ratio (4)	Θ c ($^{\circ}$) (5)	Θ min ($^{\circ}$) (6)	Θ max ($^{\circ}$) (7)	$\Delta \Theta$ ($^{\circ}$) (8)	Nber of Mts (9)
1 N	1170.	103.	0.80	0.	-20	+20	40	5
	10.	0.9	0.08	± 5				
2 S	840.	73.9	0.90	0.	-25	+20	45	3
	8.	0.7	0.05	± 10				
3 N	630.	55.4	0.92	-30.	-30	+20	50	3
	20.	1.8	0.05	± 10				
4 S	520.	45.8	0.92	0.	-20	+20	40	2
	10.	0.9	0.05	± 10				
5 N	365.	32.1	0.95	-20	-40	+10	50	5
	2.	0.2	0.05	± 10				
6 S	280.	24.6	0.94	+5	-30	+30	60	5
	4.	0.4	0.03	± 5				
7 N	203.	17.9	0.85	-5	-55	+25	80	9
	5.	0.4	0.10	± 10				
8 S	148.5	13.1	0.94	+8	-40	+40	80	5
	1.5	0.1	0.03	± 10				
9 N	147.3	13.0	0.90	+5	-20	+35	55	7
	0.5	0.04	0.10	± 10				
11 N	128.1	11.3	0.88	0.	-40	+40	80	11
	2.	0.2	0.03	± 5				
12 S	104.7	9.21	0.91	+5	-45	+35	80	3
	0.5	0.04	0.02	± 5				
14 S	79.3	6.98	0.92	+8	-35	+45	80	3
	1.	0.1	0.02	± 5				
15 N	73.	6.42	0.91	+5	-30	+30	60	5
	2.	0.2	0.05	± 10				
16 S	67.1	5.91	0.90	+5	-35	+40	75	5
	1.	0.1	0.02	± 5				
17 N	57.5	5.06	0.93	+5	-25	+15	40	3
	1.	0.1	0.02	± 5				
18 S	55.7	4.90	0.90	0.	-40	+35	75	3
	1.	0.1	0.05	± 6				
19 N	48.	4.14	0.95	—	-10	+20	30	2
	2.	0.2	0.05					
20 S	44.7	3.93	0.95	0.	-45	+45	90	8
	0.5	0.04	0.05	± 10				
21 N	30.0	2.64	0.90	0.	-20	+30	50	9
	1.	0.1	0.10	± 10				
22 S	30.0	2.64	0.90	0.	-35	+35	70	10
	0.5	0.04	0.05	± 10				
23 N	19.5	1.72	0.85	0.	-35	+45	80	4
	0.2	0.02	0.05	± 10				
24 S	18.8	1.65	0.90	0.	-50	+50	100	9
	0.5	0.04	0.05	± 5				

Tableau 13 : Paramètres géométriques des coquilles de NGC 3923. Même légende que le tableau 7.

Shell number (1)	Major axis (2)	Ellipticity (3)	Θ_c (4)	Θ_{min} (5)	Θ_{max} (6)	$\Delta\Theta$ (7)	X_c (8)	Y_c (9)
S1, SHELL 1	113.4 ± 2.6	1.39 ± 0.07	168.4 ± 9.6	117.1	140.3	23.2	175.4 ± 0.0	213.3 ± 0.0
S2, SHELL10a	18.4 ± 1.0	1.64 ± 0.33	72.3 ± 9.0	87.9	200.8	112.8	171.1 ± 3.7	221.1 ± 2.8
S3, SHELL 6	39.8 ± 0.1	0.32 ± 0.01	77.3 ± 6.0	37.4	119.2	81.8	175.4 ± 0.0	213.3 ± 0.0
S4, SHELL 5	39.5 ± 0.4	0.72 ± 0.01	129.3 ± 3.3	160.0	247.7	87.7	175.4 ± 0.0	213.3 ± 0.0
S5, SHELL 2	68.1 ± 0.1	1.09 ± 0.00	128.7 ± 1.1	217.1	332.1	115.1	175.4 ± 0.0	213.3 ± 0.0
S6, SHELL 3	70.9 ± 0.2	0.94 ± 0.02	101.3 ± 2.4	67.2	124.6	57.4	175.4 ± 0.0	213.3 ± 0.0
S7, SHELL4	54.5 ± 0.1	0.96 ± 0.01	128.5 ± 1.2	-75.0	136.6	211.6	170.2 ± 0.6	217.4 ± 0.4
S8,SHELL 10a'	19.0 ± 0.2	0.57 ± 0.03	92.1 ± 12.1	77.9	295.7	217.8	176.0 ± 1.3	221.5 ± 0.4
S10, SHELL 10b	20.5 ± 0.1	2.47 ± 0.14	150.4 ± 1.6	305.8	346.8	41.0	175.4 ± 0.0	213.3 ± 0.0
S11,SHELL7	27.7 ± 0.5	1.42 ± 0.10	171.1 ± 5.7	26.1	170.4	144.3	180.2 ± 0.8	224.2 ± 2.4

Tableau 14 : Paramètres géométriques des coquilles de 0422-476. Même légende que le tableau 7.

- Alignement des coquilles le long du grand axe

Comme nous l'avons déjà mentionné en Sect. III.2, les modèles prévoient que pour les systèmes alignés, l'axe d'alignement est confondu avec le grand axe de la galaxie (Dupraz et Combes 1986). D'après Hernquist et Quinn (1988) il faut réduire cette propriété aux régions centrales, là où l'éventuel halo de matière invisible (dont la géométrie est incertaine) n'est pas dominant. Nous vérifions bien cette prédiction pour les objets de notre échantillon (Fig 34a à 34e). De façon plus générale, il semble bien que, dans notre catalogue, l'alignement avec le grand axe soit observé pour tous les systèmes où les coquilles présentent un axe préférentiel d'alignement. Au cours du prédépouillement des clichés, il n'est pas apparu de contre-exemple. Dans notre échantillon de 7 objets, cet alignement est très bien vérifié jusqu'à une distance d'au moins $2r_e$ ¹ (0540-479, 1252-266, Arp 230), avec une petite exception pour 0321-426 (fig 34a), et 0351-550 (fig 34b) qui ne le vérifient que jusqu'à environ $1.5r_e$. NGC 1344 et NGC 3923 se distinguent avec des coquilles beaucoup plus lointaines, et un alignement jusqu'à $10r_e$ pour NGC 3923 (fig 34e) et environ $5r_e$ pour NGC 1344 (fig 34d).

Cependant les deux coquilles les plus externes de NGC 1344 présentent un "gauchissement" d'environ 30 degrés par rapport au grand axe, ce qui suggère que le compagnon est arrivé selon cette direction d'impact. Si cette hypothèse est correcte, les coquilles de NGC 1344 donnent une indication sur la capacité de "focalisation" d'un potentiel elliptique d'ellipticité $E = 3.7$ (cf Tab 2), et prouve qu'une collision radiale avec une direction d'impact inférieure ou égale à 30° conduit à un "verrouillage" des coquilles internes le long du grand axe de la galaxie. C'est globalement ce qu'affirmaient Dupraz et Combes (1986) (voir fig 5), mais qui était contredit par les simulations de Hernquist et Quinn (1988).

Une autre explication possible serait que NGC 1344 est une barre, en rotation lente autour du petit axe ("tumbling bar"). Dupraz et al (1987) ont montré que dans ce cas les coquilles internes tournent avec la même vitesse que la barre, alors que les coquilles externes tournent plus lentement. On observerait donc une rotation du motif des coquilles, du même type que celle que l'on observe autour de NGC 1344, si la barre était en rotation autour du petit axe perpendiculaire au plan du ciel. Cependant les mesures cinématiques (Quinn 1982) semblent contredire cette hypothèse puisque NGC 1344 tourne rapidement autour du petit axe apparent (contenu dans le plan du ciel), avec une vitesse suffisante pour justifier de son aplatissement avec une dispersion isotrope des vitesses, ce qui suggère plutôt une forme biaxiale aplatie.

- Entrelacement des coquilles

Pour ces mêmes systèmes alignés, les modèles de fusion prévoient aussi un *entrelacement des coquilles* : lorsque les coquilles sont classées selon leur distance au centre de la galaxie, deux coquilles successives sont situées de part et d'autre du centre. Cet entrelacement découle du processus d'enroulement dans le plan de phase (cf Sect. I.2). Cette propriété n'est pas expliquée par les modèles d'origine interne (mis à part celui de Lowenstein et al, 1987). L'observation de cet entrelacement est donc un *critère très contraignant qui pourrait permettre d'éliminer la plupart des modèles d'origine interne*.

Un moyen de vérifier cette propriété est de représenter les bords externes des coquilles en coordonnées polaires (figs. 35a,...,35e).

¹ r_e est le rayon équivalent obtenu en ajustant une loi de de Vaucouleurs au profil de la galaxie

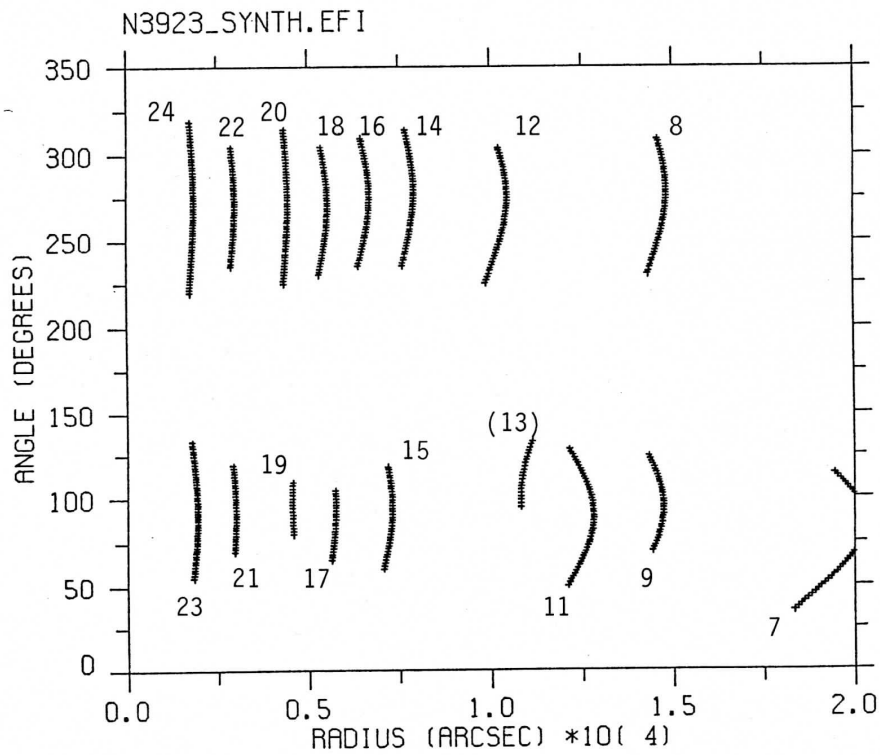
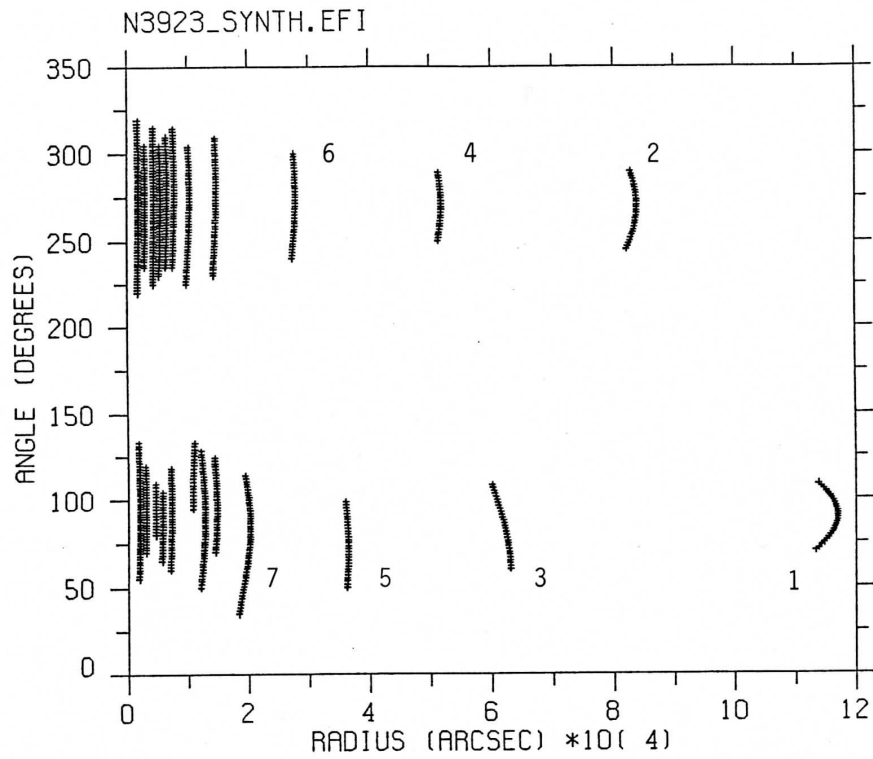


Fig 35a : Entrelacement des coquilles dans les systèmes alignés : NGC 3923 (représentation en coordonnées polaires). Régions externes en haut, et régions internes en bas.

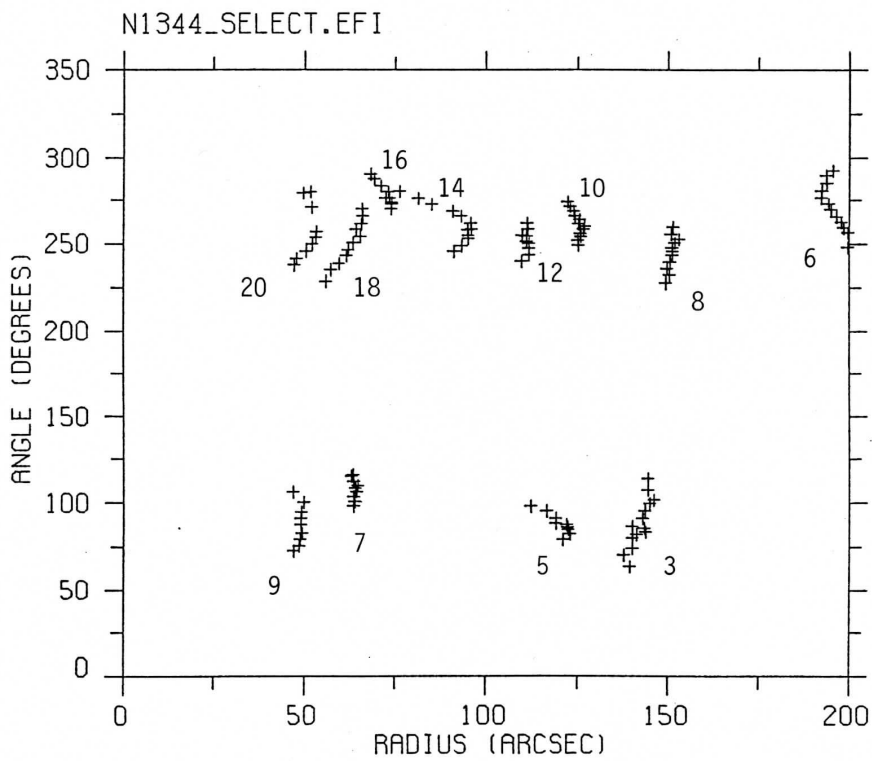
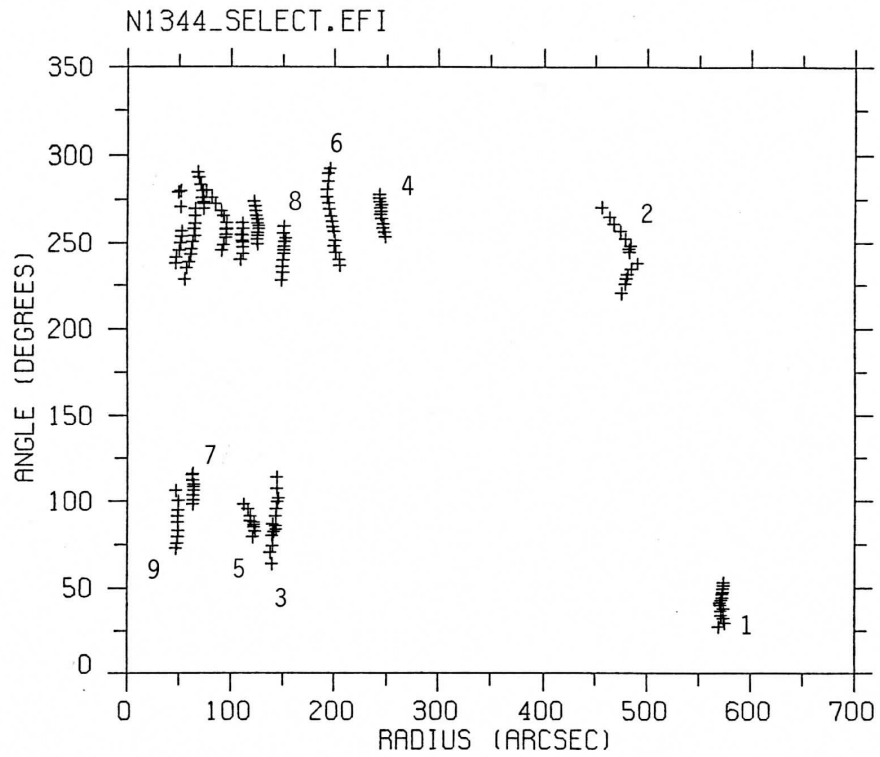


Fig 35b : Entrelacement des coquilles dans les systèmes alignés : NGC 1344 (représentation en coordonnées polaires). Régions externes en haut, et régions internes en bas.

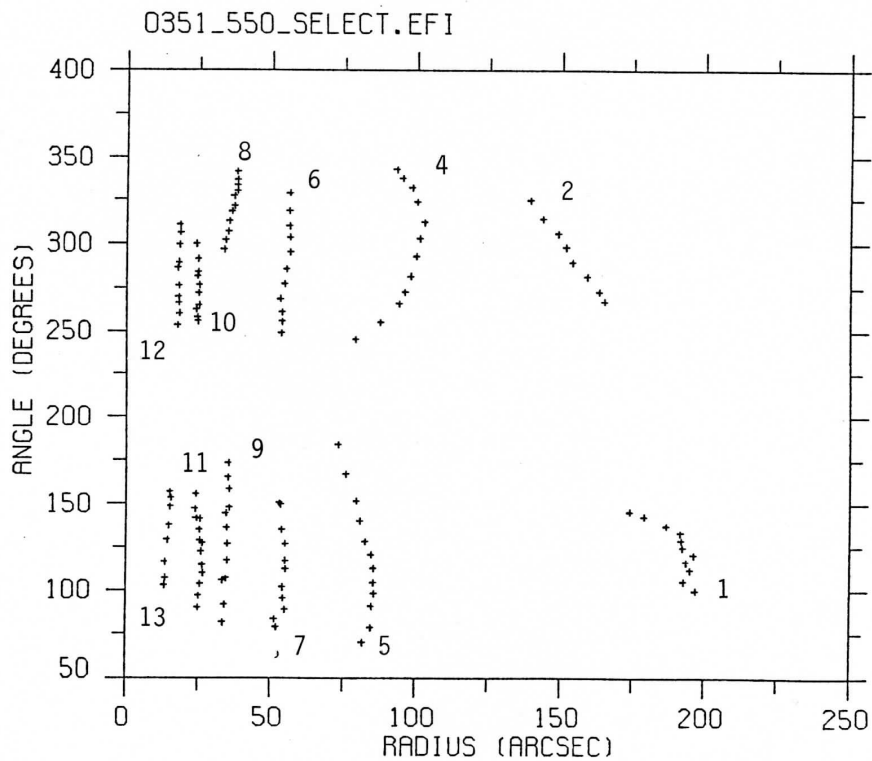
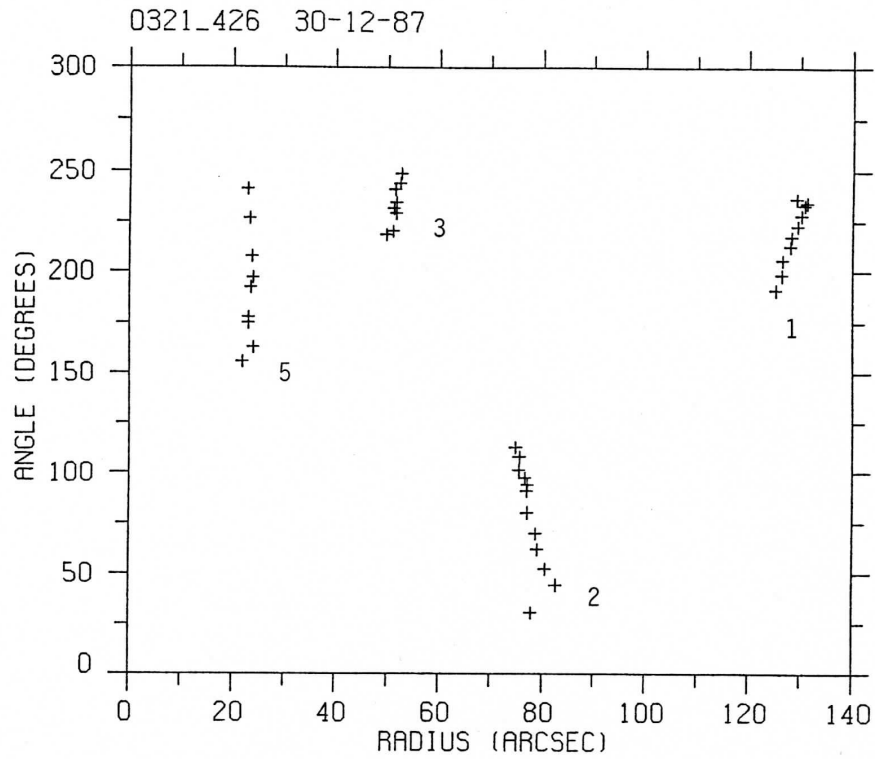


Fig 35c : Entrelacement des coquilles dans les systèmes alignés. 0321-426 en haut, et 0351-550 en bas (représentation en coordonnées polaires).

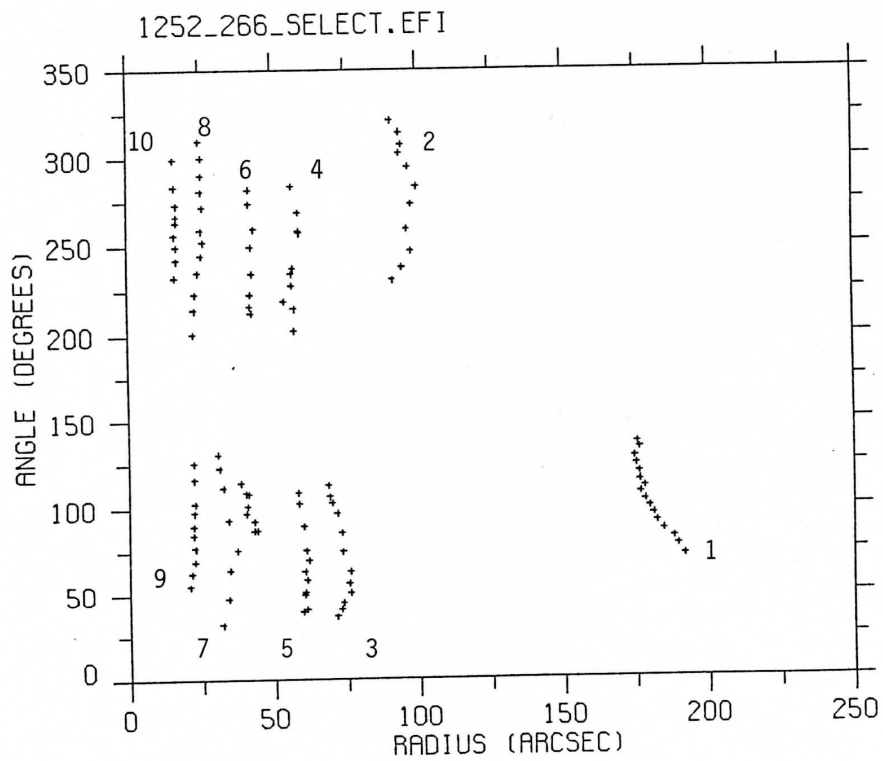
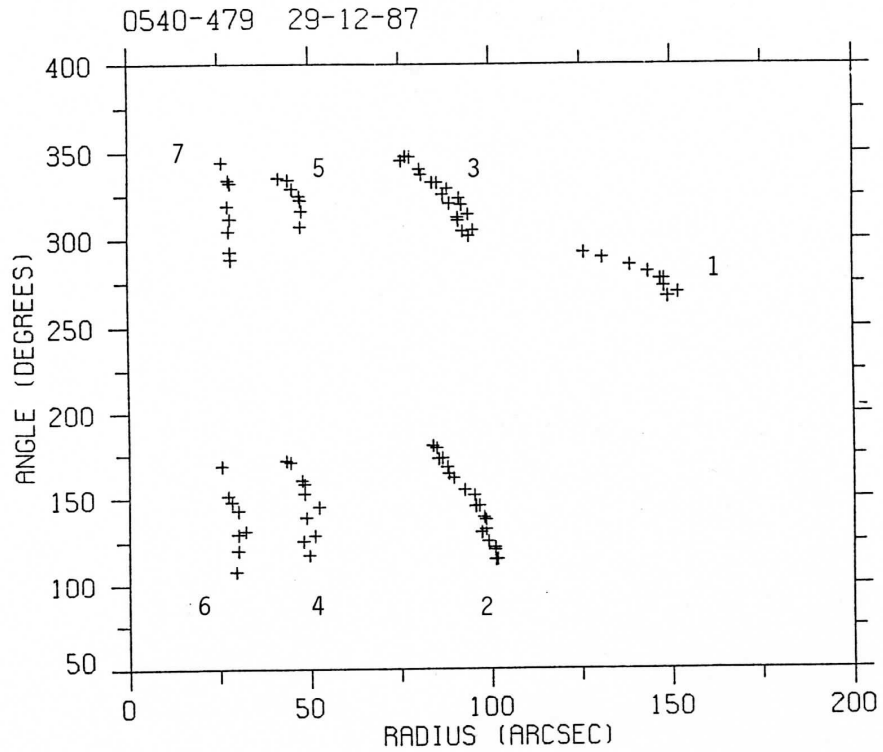
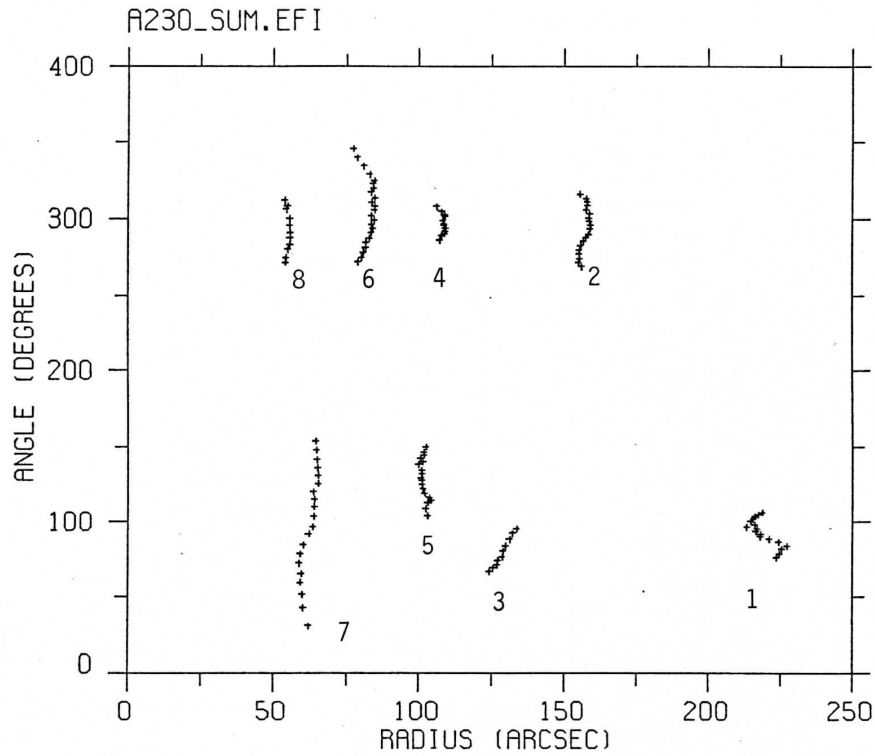


Fig 35d : Entrelacement des coquilles dans les systèmes alignés. 0540-479 en haut, et 1252-266 en bas (représentation en coordonnées polaires).



0422-476 23/07/87 SFIX.CAT

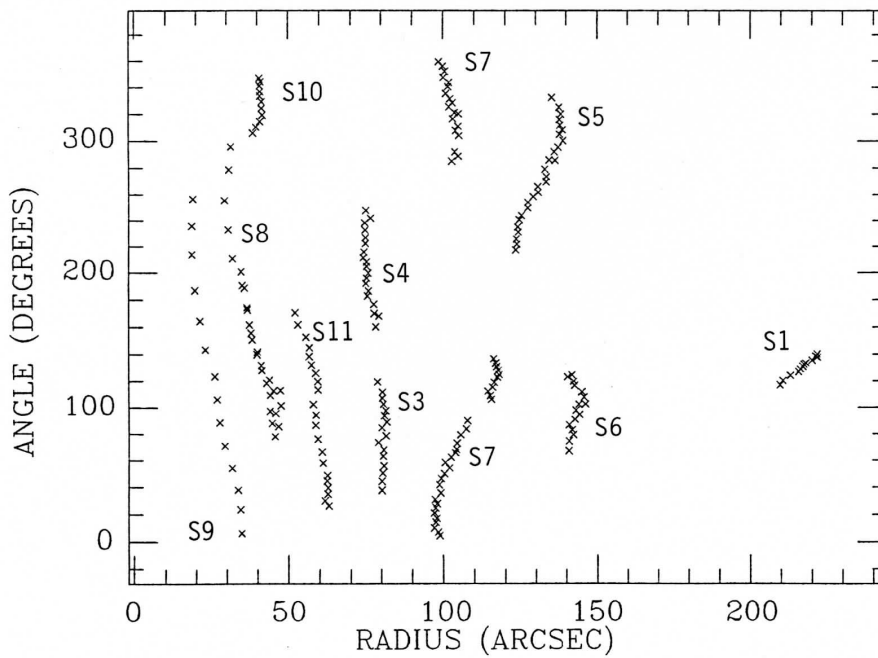


Fig 35e : Entrelacement des coquilles dans les systèmes alignés : Arp 230 (en haut); et comparaison avec un système non aligné : 0422-476 (en bas) qui montre une certaine structure spirale dans les régions centrales. Représentation en coordonnées polaires.

Dans notre échantillon de 7 galaxies, cette propriété d'entrelacement est bien vérifiée par les coquilles externes de NGC 3923 (fig 35a), 0321-426 (fig 35c), 1252-266 (fig 35d) et Arp 230 (fig 35e). Pour 0351-550 (fig 35c), l'entrelacement serait vérifié en supposant qu'il existe une coquille $n^{\circ} 3$ de faible intensité entre les coquilles $n^{\circ} 1$ et $n^{\circ} 5$. Par contre l'entrelacement des coquilles de 0540-479 est moins évident, et les coquilles apparaissent plutôt par paires : 2-3, 4-5, et 6-7. Ces "paires" de coquilles situées à la même distance de part et d'autre du centre sont souvent observées pour les coquilles internes de systèmes "riches", comme NGC 3923, 0351-550, 0540-479, 1252-266. Cela pourrait être dû à des perturbations des orbites des étoiles formant ces coquilles, dont les périodes sont beaucoup plus courtes que celles des étoiles des coquilles externes. Ainsi les coquilles internes seraient plus sensibles à d'éventuelles perturbations. Mais nous devons admettre que l'origine de ces perturbations n'est pas très claire.

Une remarque doit être faite pour NGC 1344 car d'après nos mesures, il n'apparaît pas d'entrelacement (fig 35b). Cependant cette galaxie a une grande étendue angulaire, et n'a pas pu être observée entièrement avec les CCD, qui ont un petit format (cf Sect. II.1). Ainsi nous n'avons pas observé NGC 1344 dans des conditions optimales, et n'avons pas détecté autant de coquilles que Quinn (1982) par exemple. Et pourtant c'est à partir de plaques photographiques traitées par Malin, que Quinn avait utilisé NGC 1344 pour illustrer l'entrelacement des systèmes alignés (Quinn 1982) ! Cet exemple illustre bien l'extrême importance de biais observationnels pour l'étude de structures aussi faibles et diffuses. Il faut être toujours très prudent.

Pour conclure, *nous observons donc un entrelacement des coquilles externes pour 4 objets sur 7, et si l'on admet l'existence d'une coquille supplémentaire, non détectée parce que trop faible, autour de NGC 1344 et de 0351-550, ce rapport devient 6/7*

- Biais observationnels

Dans la Table 6, nous avons rassemblé un certain nombre de données géométriques concernant les systèmes de coquilles étudiés. NGC 3923 y apparaît comme un cas un peu marginal. Le rapport entre les distances des coquilles extrémales est beaucoup plus grand que pour les autres systèmes. On remarque cependant que *ce rapport augmente avec le nombre de coquilles détectées*, et on ne peut pas exclure l'existence d'autres coquilles autour des galaxies de cette table, qui viendraient modifier ce rapport. NGC 3923 et NGC 1344 sont en effet les galaxies *les plus proches* de cette table, et ce sont aussi les systèmes où l'on a détecté *le plus grand nombre* de coquilles. Il ne s'agit sûrement pas d'une coïncidence, et cela traduit un biais observationnel, lié à la résolution angulaire des observations qui décroît linéairement avec la distance.

Conclusion : les systèmes alignés de notre échantillon vérifient les deux propriétés prédites par les modèles de fusion. *Les coquilles sont alternées en rayon, et l'axe d'alignement est confondu avec le grand axe de la galaxie.*

IV.2.2 Interprétation de la distribution radiale des coquilles de NGC 3923

A partir du modèle de Quinn, on peut prédire la position des coquilles pour un instant donné. *Si on suppose que le compagnon est détruit lors de son premier passage à l'intérieur du noyau de la galaxie, et que la collision est radiale, cette loi de distribution radiale des coquilles ne dépend que du potentiel de la galaxie sous-jacente (cf Sect. I.2).*

A partir de mesures des distances des coquilles sur les clichés de NGC 3923 traités par Malin, Quinn en a déduit l'existence d'un halo de matière noire dont la masse totale serait environ 40 fois plus importante que la composante lumineuse (Quinn 1984). Ces résultats supposaient cependant que toutes les coquilles avaient été détectées, et notamment les plus lointaines. C'est une des raisons pour lesquelles nous avons entrepris des observations CCD de NGC 3923 et revu les positions des coquilles données par Quinn (1982). Ce travail a conduit à la découverte de nouvelles coquilles, et à des distances sensiblement différentes pour certaines coquilles (Prieur 1988). Cependant comme nous le verrons par la suite, ces nouvelles mesures n'ont pas changé les ordres de grandeur de la masse du halo nécessaire (Dupraz et al, 1987).

On peut d'ailleurs retrouver très simplement ce résultat en ne considérant que le nombre de coquilles et les positions des coquilles extrémales. L'équation (3) (cf Sect. I.2) peut se mettre sous la forme :

$$N = t_1 \times \left(\frac{P_{max}}{P_{min}} - 1 \right) \quad \text{o} \quad t_1 = \frac{t}{P_{max}} \quad (19)$$

Pour NGC 3923, le rapport P_{max}/P_{min} est très grand, donc :

$$N \approx t_1 \times \frac{P_{max}}{P_{min}} \quad (20)$$

Avec les valeurs des périodes correspondant à une loi en $r^{1/4}$ (cf Sect. III.6), et en prenant pour t_1 sa valeur minimale, qui vaut 1, on trouve $N \approx 140$. Pour ramener cette valeur à 22 ou 24 qui correspondent aux observations, il faut diviser le rapport P_{max}/P_{min} par un facteur 6, ce qui revient à multiplier la masse contenue au-delà du rayon r_{min} par un facteur 6^2 , puisqu'en première approximation la période est proportionnelle à l'inverse de la racine carré de la masse. On retrouve ainsi la valeur d'environ 40 pour le rapport entre la matière noire et la composante lumineuse.

On peut noter que cette démarche est différente de celle qui consiste à comparer la distribution radiale complète des coquilles avec les prédictions du modèle de Quinn (1984). Elle aboutit cependant au même résultat.

Notes sur le programme de calcul de la distribution radiale des coquilles

Ce programme (SHELL-QUINN, décrit brièvement en appendice 1, est basé sur le modèle de Quinn (1982), où le compagnon est entièrement détruit lors de son premier passage au centre.

La galaxie est modélisée par un potentiel sphérique comprenant deux termes : l'un rendant compte d'une loi en $r^{1/4}$, approchée par une série (cf Young, 1976) et de masse totale M_{lum} , l'autre étant un halo isotherme sphérique dont la densité $\rho(r)$ est :

$$\rho(r) = \frac{\rho_0}{1 + (r/\gamma)^2} \quad (21)$$

pour $r < r_{cut}$ et nulle à l'extérieur. M_{lum} est prise comme unité de masse, et le rayon équivalent r_e comme unité de longueur. Les seuls paramètres libres dont on dispose pour ajuster le modèle à la distribution observée des coquilles sont donc les paramètres concernant le halo : le facteur d'échelle γ , le rayon limite r_{cut} , et sa masse $M_{halo} = M(r < r_{cut})$.

A partir du potentiel ainsi défini, on calcule une table donnant la période en fonction du rayon qui est ensuite inversée pour en déduire une distribution radiale en utilisant l'équation (6) (cf I-2). Pour le calcul des périodes en fonction du rayon, Quinn (1982) met cette intégrale sous la forme d'une quadrature, ce qui réduit considérablement le temps de calcul. L'intégrale de calcul de période est typiquement :

$$P = \sqrt{2} r_t \int_0^1 \frac{dx}{\sqrt{E - \Phi(x)}} \quad (22)$$

Après changement de variables, et en posant $f(x) = \sqrt{2} r_{max} \sqrt{1-x} / \sqrt{E - \phi(r_{max} x)}$, cette intégrale devient :

$$P = \int_0^1 \frac{f(x) dx}{\sqrt{1-x}} \approx \sum_{i=1}^n w_{i,n} \times f(\zeta_{i,n}) \quad (23)$$

qui se calcule directement à partir des valeurs de f pour les valeurs des zéros $\zeta_{i,n}$ des polynômes de Legendre (cf Abramowitz et Stegun, section 25.4.36).

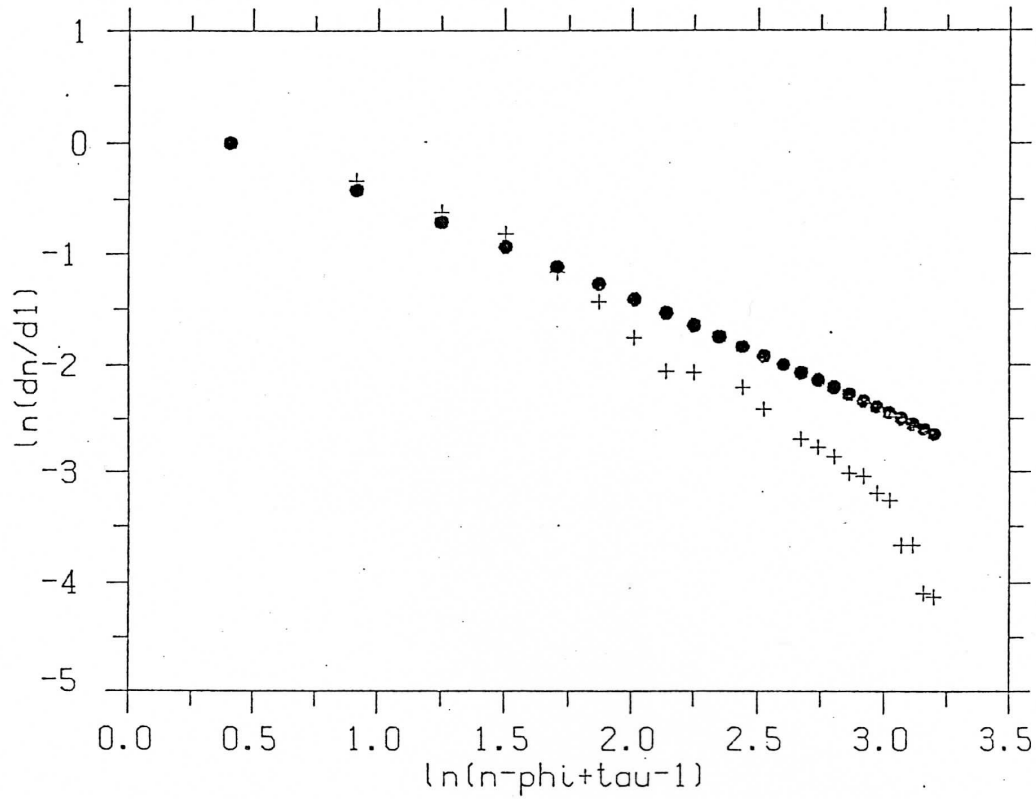
- Application au cas de NGC 3923

Pour NGC 3923 (Fig 36), ce modèle indique de façon claire qu'un halo massif est nécessaire pour rendre compte de la distribution radiale des coquilles. Sans halo, la pente maximale de la distribution est de l'ordre de $-2/3$ (cf Fig 36), donc très proche du cas képlérien (Sect. I.2). Cela montre bien que les potentiels correspondant à une loi en $r^{1/4}$ peuvent être approchés avec une bonne approximation par un potentiel Képlérien pour de grandes distances. Lorsqu'on ajoute un halo isotherme de grande masse, la décroissance de la distribution s'accroît vers le centre, et peut être ainsi ajustée aux observations (Fig 36). Les paramètres qui donnent le meilleur ajustement sont : $M_{halo}/M_{lum} = 40 \pm 8$, $\gamma = 0.4 \pm 0.2$, et $r_{cut} = 5 \pm 1$. Nous avons ensuite testé la sensibilité de ce résultat à la présence de deux coquilles externes qu'on peut mettre en doute car elles sont diffuses et très faibles (3N et 4S). En supprimant ces coquilles, nous avons obtenu un résultat très peu différent : $M_{halo}/M_{lum} = 40 \pm 8$, $\gamma = 0.3 \pm 0.2$, et $r_{cut} = 5 \pm 1$. Cependant les écarts moyens au modèle sont alors plus importants (Fig 37). Hernquist and Quinn (1987a) trouvent un résultat du même ordre de grandeur avec des positions des coquilles assez différentes des nôtres ($M_{halo}/M_{lum} \approx 40$, mais $\gamma \approx 3$, et $r_{cut} \geq 10$).

IV.2.3 Application à d'autres systèmes alignés

Nous avons comparé les distributions radiales des coquilles de notre échantillon de systèmes alignés de la Table 6 avec les prévisions du modèle de Quinn. De façon générale, l'ajustement avec un modèle simple calculé avec un potentiel de la loi en $r^{1/4}$ est bon (Figs 38a à 38c). Cela montre que NGC 3923 est un système un peu marginal, ainsi que le laissait supposer la Table 6. Cela ne signifie pas bien sûr que ces galaxies ne sont pas entourées de halos massifs. Mais dans le cadre du modèle de Quinn (1984), cela implique que la matière noire n'a pas une influence aussi marquée que dans le cas de NGC 3923.

3923=42 NO HALO=92 30/09/87



3923=42 40,0.3,4.=22 30/09/87

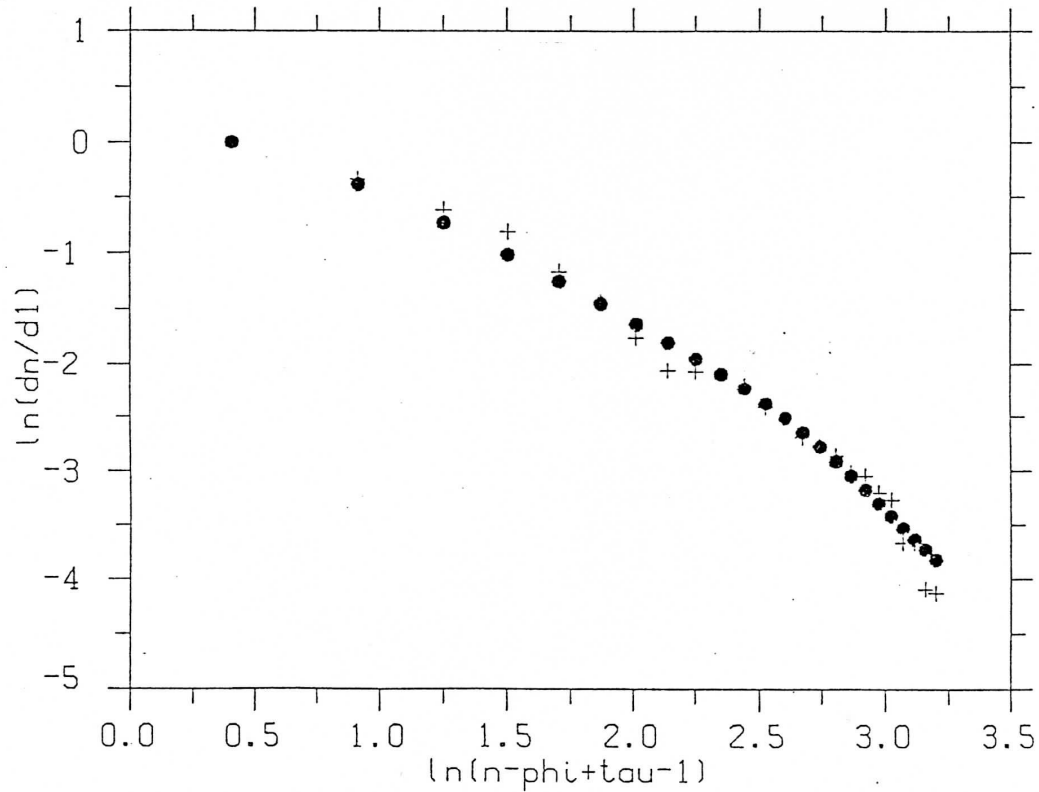


Fig 36 : Distribution radiale des coquilles de NGC 3923 (croix) et comparaison avec le modèle de Quinn (1984) (cercles pleins), dans un diagramme $\text{Log}(n - \phi + \tau - 1) : \text{Log}(d_n/d_1)$ (pour les notations se reporter au §I-2). En haut, ajustement avec un modèle vérifiant la loi en $r^{1/4}$ de la galaxie, sans halo massif. En bas ajustement lorsqu'on ajoute un halo de masse 40 fois supérieure à celle de la composante lumineuse.

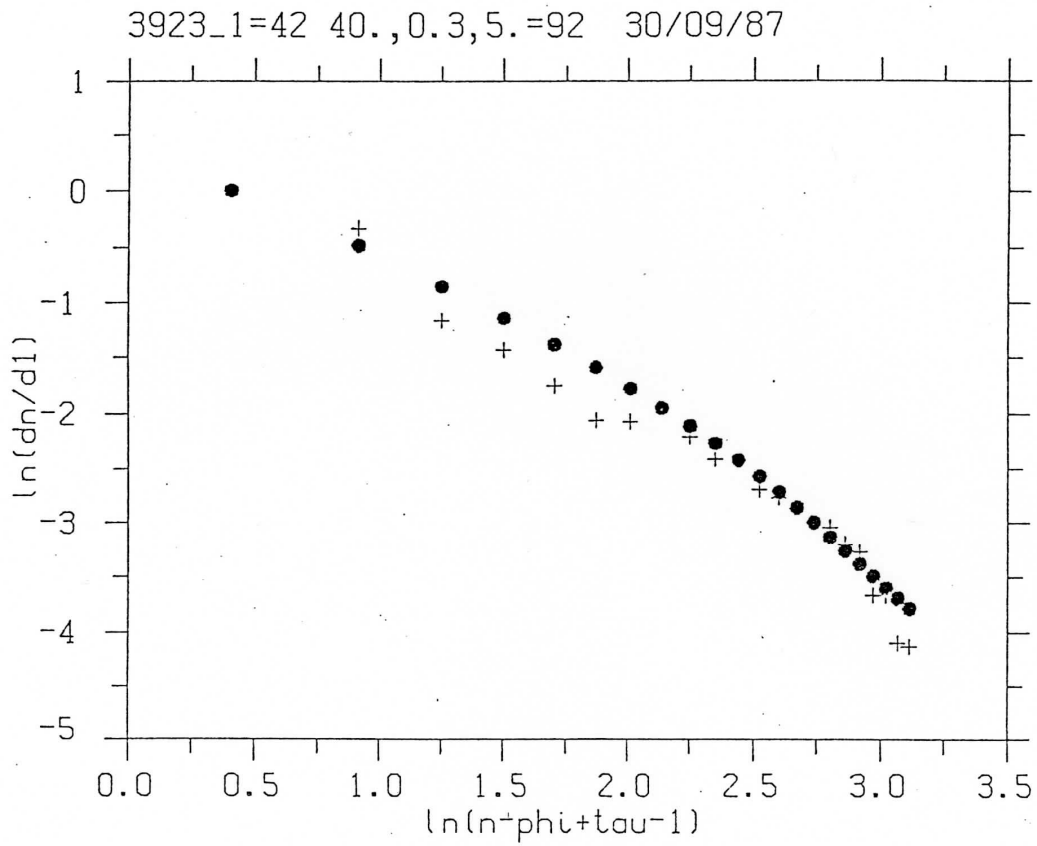


Fig 37 : Distribution radiale des coquilles de NGC 3923 (croix) et comparaison avec le modèle de Quinn (1984) avec un halo massif (cercles pleins), dans le cas où on supprime les deux coquilles 3N et 4S qui sont à la limite de la détection pour nos observations, et dont on peut penser qu'elles ne sont pas réelles (comparer avec la figure précédente où l'on tenait compte de ces deux coquilles).

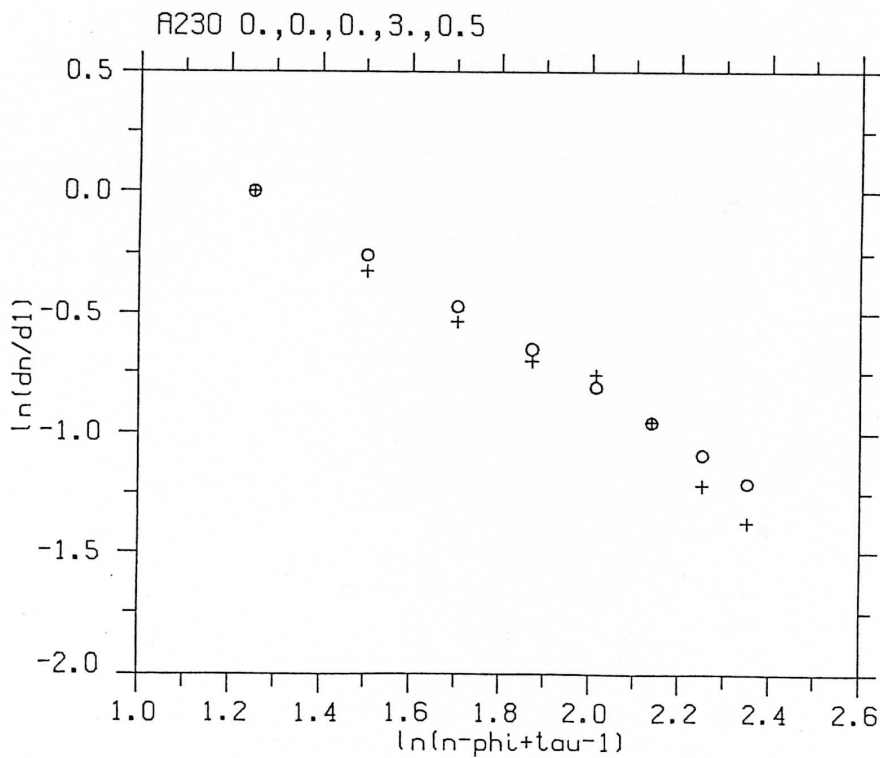
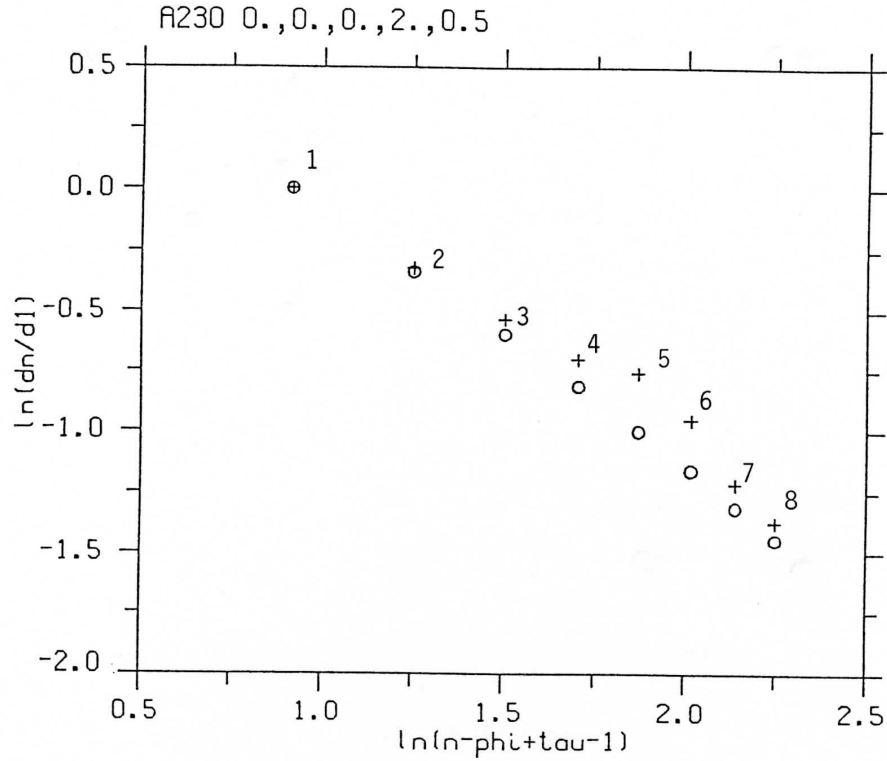


Fig 38a : Distribution radiale des coquilles de quelques systèmes alignés et comparaison avec le modèle de Quinn (1984), en ne prenant que la composante lumineuse du potentiel : cas de Arp 230. Dans cette figure comme dans les figures 38b et 38c, les positions mesurées sont indiquées par des croix, et les positions calculées par des cercles vides. Cette figure montre l'influence du paramètre τ (nombre d'oscillations effectuées par les étoiles des coquilles les plus externes). Lorsque τ croît de 2 (diagramme du haut) à 3 (diagramme du bas), la pente de la distribution décroît.

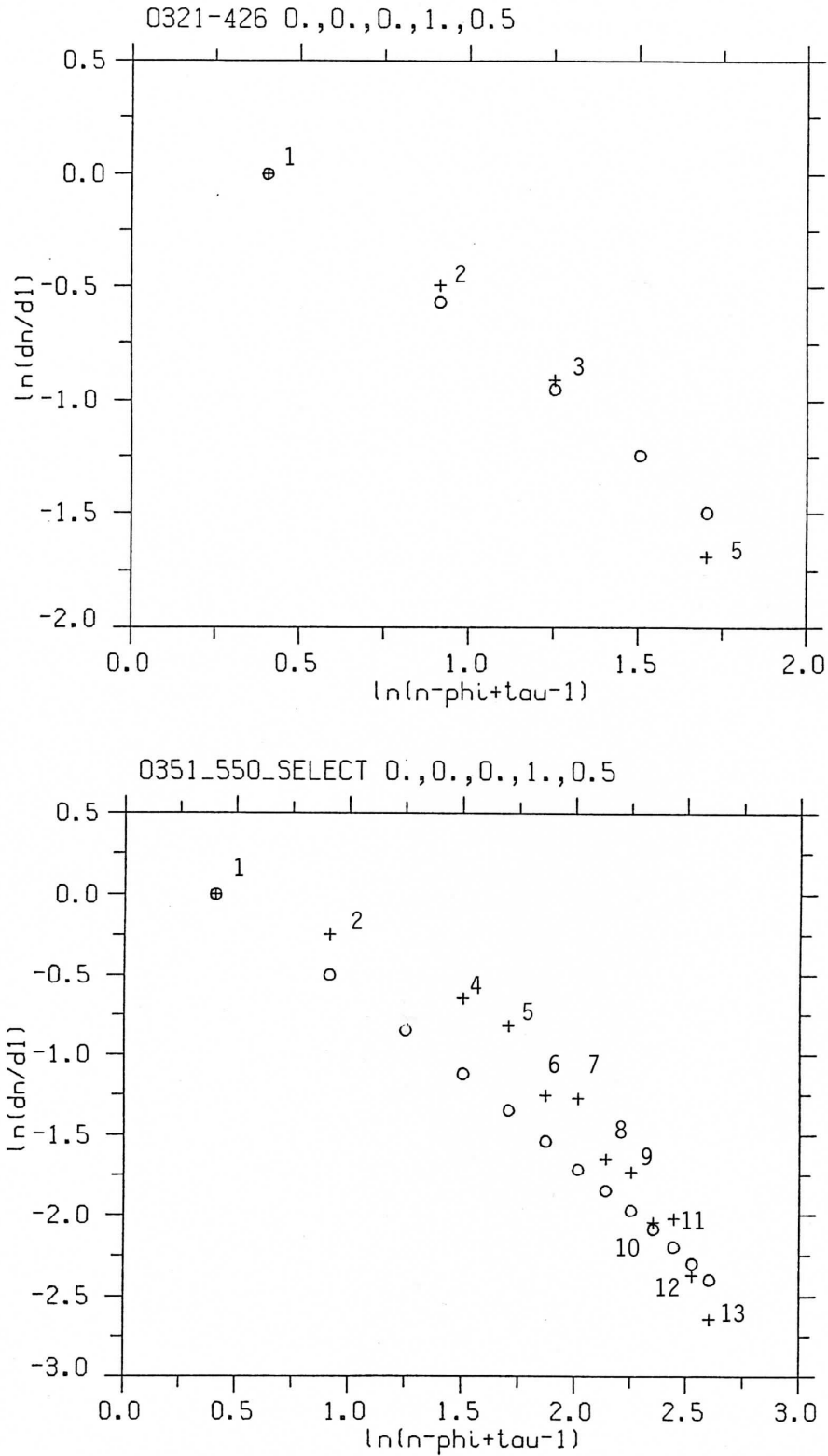


Fig 38b : Distribution radiale des coquilles de quelques systèmes alignés et comparaison avec le modèle de Quinn (1984) : 0321-426 en haut, et 0351-550 en bas. Les coquilles de 0321-426 ne sont pas bien entrelacées, ce qui est la cause de ce point qui semble aberrant. La distribution de 0351-550 est plus incurvée que le modèle calculé avec la seule composante en $r^{1/4}$, ce qui suggère la présence d'un halo massif de matière invisible comme dans le cas de NGC 3923 (Cf Fig 36).

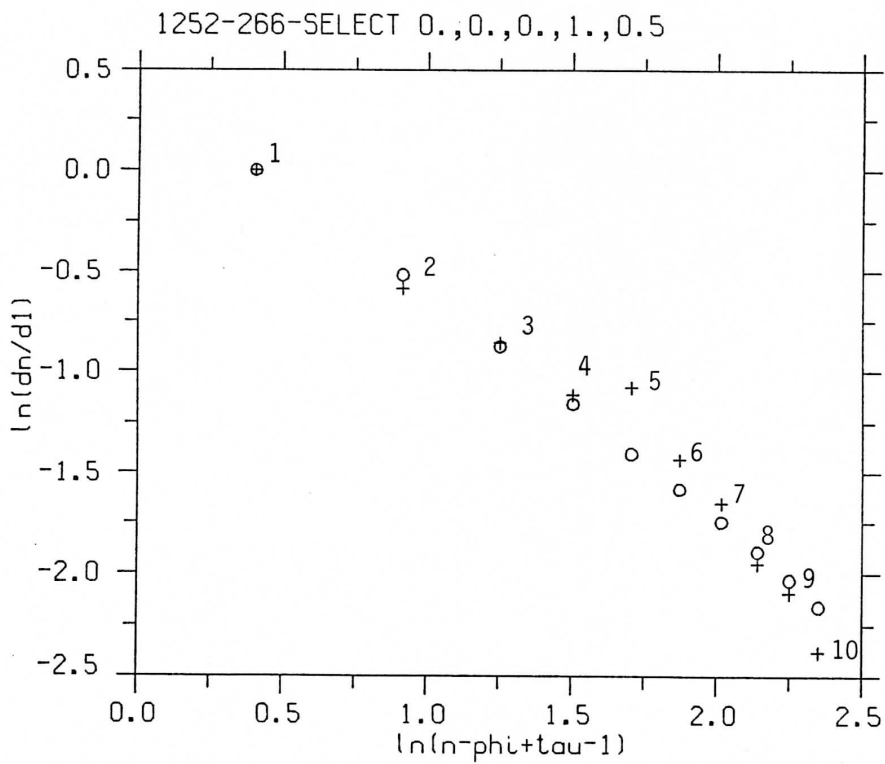
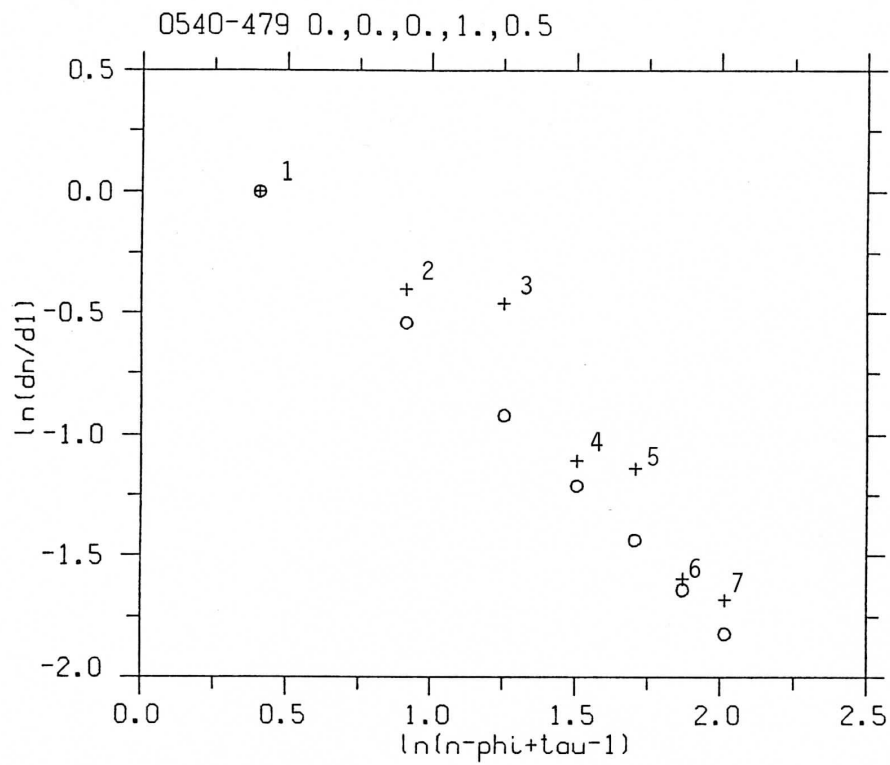


Fig 38c : Distribution radiale des coquilles de quelques systèmes alignés et comparaison avec le modèle de Quinn (1984) : 0540-479 en haut, et 1252-266 en bas.

TAB. IV.1 – Aligned shell systems

Ident.	M_B (mag)	M_{gal} ($10^{11} M_\odot$)	σ_{gal} (km/s)	d_{min}/d_{max} (kpc)	V_∞ (km/s)	$1/2 \Delta V$ (km/s)
1252-266	-21.9	10	305	2.6/27	-1800/-560	600
NGC 1344	-19.7	1	170	4.1/47	-460/-140	160
NGC 3923	-21.2	5	260	1.7/105	-1600/-200	700

On peut remarquer que l'accord avec une seule composante en $r^{1/4}$, sans halo de matière noire, est moins bon pour les systèmes qui ont beaucoup de coquilles, comme 0351-550 ou 1252-266. L'allure de la distribution de 0351-550 s'apparente beaucoup à celle de NGC 3923, et présente une convexité vers le haut dans le plan $\log(d) : \log(n)$. *Il semble donc que cette convexité apparaisse pour les systèmes qui possèdent des coquilles très proches du centre, à l'intérieur du rayon équivalent.* Comme nous le verrons dans les paragraphes suivants, ceci pourrait être la conséquence d'une dislocation progressive du compagnon, associé à un freinage par la friction dynamique.

IV.2.4 Problème des coquilles internes

Le modèle de Quinn que nous avons utilisé pour l'interprétation des distributions radiales des galaxies de notre échantillon, présente cependant une lacune importante. Il ne permet pas d'expliquer la présence de coquilles internes très proches du centre que l'on observe autour de certains objets (à moins de 5 kpc du centre pour NGC 1344, 0422-476, 1252-266 et NGC 3923). Ce modèle suppose en effet que la cohésion du compagnon disparaît instantanément en $t = 0$, et qu'ensuite les étoiles du compagnon ont un comportement indépendant les unes des autres. L'autogravité et les interactions particule-particule sont négligées (comportement de "particules-test") : *l'énergie de chaque étoile du compagnon est conservée pendant la fusion* (cf Sect. I.2). Ceci implique que les étoiles qui forment les coquilles internes correspondent aux étoiles du compagnon qui avaient une énergie minimale en $t = 0$, et qui se sont effondrées le plus près du centre de la galaxie. Les coquilles ne peuvent donc se former en deçà d'une certaine distance au centre de la galaxie qui correspond à cette énergie minimale.

Essayons d'estimer les énergies en jeu. Puisque dans ce modèle à destruction instantanée, l'énergie de chaque étoile se conserve au cours de la collision, on peut calculer la vitesse ramenée à l'infini V_∞ pour une étoile d'apocentre d :

$$V_\infty = -\sqrt{\frac{2GM}{d}} \quad (24)$$

Calculons cette vitesse pour les étoiles des coquilles extrêmes de quelques systèmes :

Dans la table IV.1, M_B est la magnitude absolue des objets (déduite de B_T avec $H = 75 \text{ km/s/Mpc}$ (cf table III.1), M_{gal} est la masse de la galaxie calculée avec un rapport $M/L = 10$, σ_{gal} la dispersion des vitesses au centre (en km/s), d_{min} et d_{max} sont les distances en kpc des coquilles extrémales, V_∞ les vitesses ramenées à l'infini correspondantes (en km/s), et

ΔV la différence entre les deux vitesses. Ainsi $1/2 \Delta V$ fournit une indication sur la dispersion des vitesses du compagnon qui est nécessaire pour former un système de coquilles ayant ces distances extrémales.

La dispersion des vitesses moyenne d'une galaxie elliptique est de l'ordre de 200 km/s (cf table III.1). Elle est liée à la luminosité totale en B, L_B , selon $\sigma \propto L_B^{1/4}$, connue sous le nom de *relation de Faber-Jackson* (Faber et Jackson, 1976). Ainsi donc, dans cette table, seule NGC 1344 présente des coquilles qui sont peut-être explicables par une destruction instantanée. Pour 1252-266 et NGC 3923, le terme $1/2 \Delta V$ est environ deux fois plus grand que σ_{gal} , ce qui impliquerait que le compagnon a une masse environ 16 fois plus grande que celle de la galaxie-hôte (!).

Les valeurs de V_∞ fournissent aussi une estimation de la force de la liaison du compagnon avec la galaxie lorsque celui-ci a relâché les étoiles des coquilles considérées. Pour une rencontre parabolique, cette valeur serait proche de zéro. Les valeurs de -1800 km/s (pour 1252-266) et -1600 km/s (pour NGC 3923) pour les coquilles les plus proches du centre impliquent qu'*au moment où les dernières étoiles ont été lâchées, le compagnon était lié de manière très forte à la galaxie sans être encore complètement détruit, et qu'il effectuait des orbites dans le voisinage immédiat du centre.*

Cela implique d'une part qu'il ne s'est pas désagrégé de façon instantanée et d'autre part qu'il a dissipé une partie importante de son énergie au cours de la collision. Le procédé le plus efficace semble être un freinage par la friction dynamique, dont on connaît par ailleurs le rôle important dans le mécanisme de fusion entre galaxies (cf III-4). Rappelons que les simulations numériques de Dupraz (1984) (fig 6, Sect. I.2) avaient déjà montré qualitativement que l'introduction de l'auto-gravité et de la friction dynamique, même de façon simplifiée, conduisait à un élargissement de la plage des énergies accessibles par les étoiles du compagnon, ce qui contredisait l'hypothèse de conservation de l'énergie de chaque particule individuelle. Mais le problème d'alors était de savoir si cette hypothèse simplificatrice était à peu près réaliste. Les calculs que nous avons effectué pour l'estimation de V_∞ sont très approchés, mais nous pensons qu'ils donnent un bon ordre de grandeur. *La présence de coquilles aussi proches du centre que celles que nous observons très fréquemment dans notre catalogue, implique que le compagnon n'a pas été détruit de façon instantanée, mais qu'il a été freiné énergiquement par la friction dynamique avant de relâcher les dernières étoiles qui ont constitué les coquilles les plus internes.* Ainsi nos observations confirment l'idée avancée par Dupraz et Combes (1987), que nous allons développer dans les paragraphes suivants.

IV.2.5 Friction dynamique

Une étoile E qui se déplace dans une galaxie subit une force moyenne dérivée du potentiel global, et une autre force fluctuante due à ses plus proches voisins. Les étoiles du milieu sont attirées vers elle, et leur dispersion des vitesses augmente. La force d'attraction perturbe aussi l'étoile E et la freine dans la direction de son mouvement. Chandrasekhar (1943) appelle cet effet *friction dynamique*. La friction dynamique est donc la conséquence des propriétés statistiques d'un champ gravitationnel fluctuant d'une distribution aléatoire d'étoiles. Elle freine préférentiellement les étoiles massives d'un système qui communiquent donc une partie de leur énergie aux étoiles plus légères.

De la même façon, lorsqu'une galaxie-compagnon de masse $M_{com} = \mu M_{gal}$ se déplace avec une vitesse v à travers une galaxie centrale de masse M_{gal} , elle perd de l'énergie (par

unité de masse) selon un taux :

$$\frac{dE}{dt} \approx -4\pi G^2 \mu M_{gal} \ln \Lambda \frac{\rho(< v)}{v} \quad (25)$$

où $\rho(< v)$ est la densité des étoiles de la galaxie centrale dont la vitesse est inférieure à v , et Λ est généralement pris égal au rapport entre la taille du système sur celle du compagnon. Cette relation est une approximation dérivée de la formule de Chandrasekhar (1943). Elle montre que la perte d'énergie par friction dynamique est d'autant plus grande que la masse du compagnon est grande, et que la densité de la galaxie centrale est élevée.

Lors d'une collision entre deux galaxies de masses comparables, une partie de l'énergie orbitale est ainsi transformée en énergie interne, par effet de cette friction dynamique. Les galaxies sont freinées et peuvent même fusionner si les vitesses d'approche sont assez faibles (Toomre 1977). C'est la friction dynamique qui est aussi responsable de la lente modification des paramètres des orbites de compagnons de galaxies (White 1982), qui peut aller jusqu'à une destruction rapide (Quinn et Goodman 1985).

IV.2.6 Dislocation progressive du compagnon

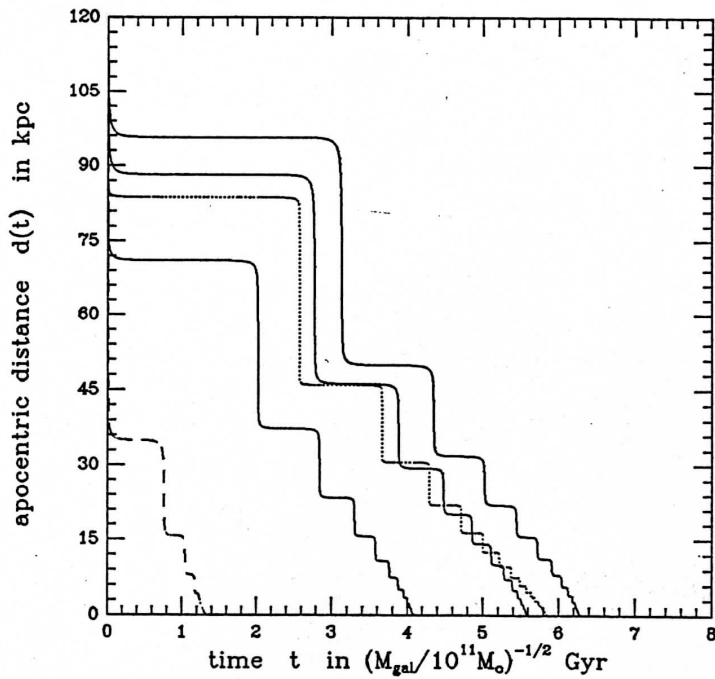
Dupraz et Combes (1987) ont revu le modèle de Quinn en associant friction dynamique et destruction progressive du compagnon. Avec un modèle simplifié pour pouvoir le traiter analytiquement, ils expliquent la distribution des coquilles autour de NGC 3923 sans faire appel à un halo massif, avec un "épluchage convenable" du compagnon lors de ses passages au voisinage du centre de la galaxie.

Dupraz et Combes utilisent la formule (25) pour modéliser les effets de la friction dynamique, avec un rapport des masses μ qui décroît avec le temps. Les auteurs négligent la relaxation du compagnon, et la masse du compagnon à l'instant t est égale à la masse $M_{com}(r_{tidal})$ contenue à l'intérieur du rayon de marée r_{tidal} défini par :

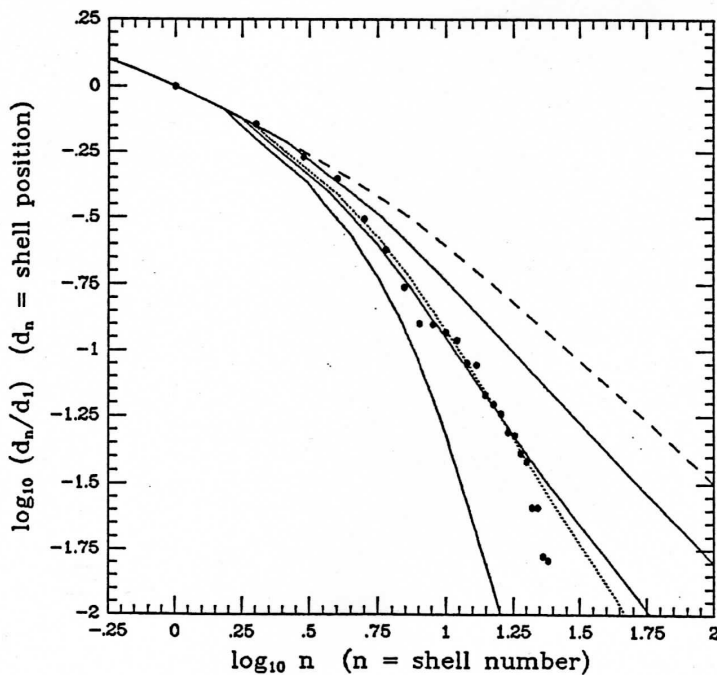
$$r_{tidal} = d \times \left(\frac{M_{com}(r_{tidal})}{2.5 \times M_{gal}(r)} \right)^{1/3} \quad (26)$$

où d est la distance au centre de la galaxie. Le compagnon est ainsi dépouillé des étoiles externes lors du passage au péricentre, puisque le rayon de marée y est minimal. A cause du freinage par friction dynamique qui réduit le péricentre, et de cette décroissance de M_{com} , le rayon de marée sera plus petit lors du passage suivant, et ainsi de suite. Les courbes de décroissance de la distance apocentrique en fonction du temps pour différentes valeurs de μ et du paramètre d'impact b sont représentées sur la Fig 39.

Pour un compagnon de masse importante ($\mu \geq 10^{-1}$), et une rencontre pratiquement radiale, la friction dynamique est très efficace : le compagnon fusionne après son premier passage dans les régions centrales de la galaxie, et les retards au lancement des étoiles sont négligeables. La courbe calculée pour les positions des coquilles est alors pratiquement confondue avec celle que l'on obtient dans le modèle à destruction instantanée de Quinn (1982). Par contre *le compagnon doit être freiné très lentement pour obtenir une distribution des coquilles vraiment différente de celle de Quinn (1982) (fig 39).*



Time evolution $d(t)$ of the apocentric distance of the companion for the following values of μ and b : (1) dotted curve: $\mu = 10^{-2}$, $b = 0$ kpc; (2) solid curves: $\mu = 3.16 \cdot 10^{-2}$, $b = 10, 14,$ and 15.75 kpc (from right to left); (3) dashed curve: $\mu = 10^{-1}$, $b = 14$ kpc. The time $t = 0$ corresponds to the first passage of the companion at pericentre (minimum distance of approach).



Synthesized shell distributions built from the delay curves with $d_1 = 117$ kpc and $m = 1$, superimposed onto the radial shell distribution of NGC 3923. The uppermost curve ($\mu = 10^{-1}$, $b = 14$ kpc) almost coincides with the $m = 1$ -standard distribution. For a given value of μ , the departure of the curve from this $m = 1$ -standard one increases with the impact parameter.

Fig 39 : Dislocation progressive du compagnon dans le modèle de Dupraz et Combes (1987). En haut, variation de la distance apocentrique du compagnon au cours du temps. Le compagnon est décéléré à chaque passage dans les régions centrales, ce qui est à l'origine de cette allure en marches d'escaliers. En bas, distributions radiales calculées avec ce modèle, et comparaison avec le modèle de Quinn (1984). Lorsque le compagnon est assez massif, il est rapidement détruit (ligne pointillée), et la distribution radiale est peu différente de celle calculée par Quinn.

La destruction du compagnon étant progressive, les étoiles de distance apocentrique d_n sont lâchées avec un retard $\delta(d_n)$. La phase de lancement $\Phi(d_n)$, qui correspond au nombre d'oscillations effectuées par le compagnon avant qu'il ne relâche ces étoiles à l'instant $\delta(d_n)$ a donc pour expression :

$$\Phi(d_n) = \int_0^{\delta(d_n)} \frac{dt}{P_{com}(t)} \quad (27)$$

où $P_{com}(t)$ est la période instantanée du compagnon. Le nombre d'oscillations effectuées par les étoiles de distance apocentrique d_n est :

$$k = \Phi(d_n) + \frac{t - \delta(d_n)}{P(d_n)} + \theta_n \quad (28)$$

où t est le temps écoulé depuis le début de la collision, que nous supposons commencer au premier passage du compagnon dans le centre de la galaxie. Lorsqu'on compare (28) à la relation correspondante (1) du modèle de Quinn, on remarque que l'origine des temps n'est plus $t_0 = 0$, mais $t'_0 = \delta(d_n)$, et que la phase à l'origine θ_n est augmentée de $\Phi(d_n)$. On retrouve bien le cas d'une destruction instantanée lorsque le retard $\delta(d_n)$ avec lequel les particules sont abandonnées par le compagnon, et le nombre d'oscillations effectuées par le compagnon avant cet abandon, tendent vers 0. Ce modèle est donc une extension de celui développé initialement par Quinn.

D'après (28), une coquille n existe et a pour distance d_n lorsque k est un nombre entier. Comme en Sect. I.2, nous relierons k au numéro n de la coquille avec $k = n + \tau - 1$, où τ est le nombre de fois où les étoiles les plus externes ont atteint un apocentre. On peut donc déduire l'âge de la collision à partir des observations :

$$t = \delta(d_n) + P(d_n) \times [n + \tau - 1 - \theta_n - \Phi(d_n)] \quad (29)$$

que l'on peut exprimer un peu différemment :

$$t = P(d_n) \times [n + \tau - 1 - \theta_n - \Psi(d_n)] \quad (30)$$

si $\Psi(d_n)$ est la phase initiale effective de chaque étoile, au moment où elle est lâchée, ramenée à une période $P(d_n)$ constante. On a donc :

$$\Psi(d_n) = \Phi(d_n) - \frac{\delta(d_n)}{P(d_n)} \quad (31)$$

- Application à NGC 3923 et 1252-266

Appliquons ces relations au cas de NGC 3923. Par rapport au modèle de Quinn, on dispose de paramètres libres supplémentaires. Pour la coquille la plus externe $n = 1$, on a $\Psi(d_1) \approx 0$ puisque les étoiles des coquilles externes ont été lâchées dès le premier passage au centre, avec $\theta_1 = 1/2$. L'âge du système peut donc être déduit de (30) en l'appliquant à la coquille la plus externe : $t = P(d_1) \times [\tau - 1/2]$, avec τ entier plus grand que 1 puisqu'il faut au moins attendre que les étoiles de la coquille la plus extérieure atteignent leur apocentre. Un problème plus difficile est l'évaluation de τ . Pour cela on peut rappeler que le potentiel peut être considéré comme képlérien à grand rayon, et que le début de la distribution radiale des coquilles a une pente maximale de $-2/3$ pour la valeur minimale $\tau = 1$ (cf Fig 38a). Le

bon accord obtenu en prenant $\tau = 1$ (Fig 36) indique que cette valeur est plausible, avec un âge correspondant pour le système de coquilles $t \approx 0.8 \times 10^9 \text{ ans}$ (cf Sect. III.6). Il s'agit en fait d'une limite inférieure, puisque des valeurs plus grandes de τ ne sont pas exclues.

Pour calculer le retard $\delta(d_{24})$ on injecte les valeurs de t et de τ dans la formule (30) appliquée à $n = 24$:

$$t = P(d_1) \times [\tau - 1/2 - \Psi(d_1)] = P(d_{24}) \times [\tau + 23 - 1/2 - \Psi(d_{24})] \quad (32)$$

D'où :

$$\Psi(d_{24}) = \tau + 23 - 1/2 - \frac{(\tau - 1/2) P(d_1)}{P(d_{24})} \quad (33)$$

Avec les valeurs des périodes en Sect. III.6, et $\tau = 1$, on obtient $\Psi(d_{24}) \approx -45$.

De l'équation (31), on déduit $\delta(d_{24}) \geq -\Psi(d_{24}) \times P(d_{24})$, et donc $\delta(d_{24}) \geq 0.5 \times 10^9$ ans, qui est du même ordre de grandeur que l'âge estimé pour le système (60%).

Reprenons cette analyse pour 1252-266. Cette galaxie est entouré de 10 coquilles (fig 34c), qui sont bien entrelacées (fig 35d). Lors de l'ajustement de la distribution radiale avec le modèle de Quinn (fig 38c), nous avons noté une convexité vers le haut, semblable à celle de NGC 3923 (fig 38a), bien que moins marquée. Comme pour NGC 3923, l'examen des distances des coquilles a montré en Sect. IV.2.4 que la destruction du compagnon n'avait pas été instantanée. Essayons donc d'estimer de façon quantitative ceci, de la même façon que nous venons de le faire pour NGC 3923.

D'après la figure 38c, l'ajustement avec le modèle de Quinn est bon pour les coquilles externes avec $\tau = 1$, ce qui suggère que cette valeur est correcte, comme elle l'était pour NGC 3923. Avec les valeurs adoptées au paragraphe IV-2-d, et une approximation képlérienne, il vient $P(d_1) = 0.48 \times 10^9$ ans et $P(d_{10}) = 0.014 \times 10^9$ ans. On obtient donc un âge de $t \approx 0.25 \times 10^9$ ans. En appliquant (34) à $n = 1$ et $n = 10$, on en déduit $\delta(d_{10}) \geq 0.10 \times 10^9$ ans, ce qui représente 40% de l'âge du système. Pour 1252-266, ce retard est donc comparativement moins grand que pour NGC 3923, ce qui indique que le compagnon a été plus rapidement détruit.

- Discussion relative à la dislocation du compagnon

D'après (26), le rayon de marée r_t est le rayon au-delà duquel le gradient des forces de gravité dûes à la galaxie est supérieur à celui des forces dûes à l'autogravité du compagnon. Il y a donc dispersion des étoiles situées au-delà de r_t . D'après l'équation de Poisson ($\Delta\phi = 4\pi\rho G$), c'est aussi le rayon où la densité des étoiles du compagnon est égale à la densité moyenne de la galaxie à la distance d . Si, comme Dupraz et Combes, on néglige la relaxation des étoiles du compagnon, le compagnon ne sera jamais complètement détruit si sa densité est supérieure à la densité maximale de la galaxie. Le noyau résiduel continuera à parcourir des orbites de plus en plus serrées autour du centre, à cause du freinage par friction dynamique, et finira par fusionner complètement avec le noyau de la galaxie (il contribuera ainsi à augmenter la densité centrale, mais très modestement, puisqu'il aura perdu l'essentiel de sa masse dans le processus).

Le traitement analytique du processus complet de dislocation d'un compagnon et son freinage par la friction dynamique est cependant un problème délicat. Dupraz et Combes se proposent de vérifier ces résultats avec des simulations à N-corps. Certains auteurs comme Hernquist et Quinn (1988) pensent que l'hypothèse selon laquelle le noyau du compagnon

peut survivre à plusieurs passages au centre de la galaxie elliptique n'est pas réaliste. Il devrait être complètement détruit par effet de marée au premier ou à l'extrême limite au second passage. D'après eux, la friction dynamique peut jouer un rôle, mais très limité et, en tout cas, ne remettra pas en cause la nécessité d'un halo massif autour de NGC 3923. D'après Dupraz et Combes (1987), certaines galaxies compactes qui ont des densités centrales plus grandes que celles des galaxies elliptiques géantes, pourraient survivre au premier passage dans les régions centrales. Ensuite il y aurait une contraction du noyau résiduel, comme pour les amas globulaires. Nous pensons qu'il faut attendre le résultat de simulations à N-corps pour conclure.

Du point de vue observationnel, nous n'avons pas d'exemple clair de noyaux multiples dans les galaxies à coquilles même lorsque le temps dynamique est court (objets à 1 ou 2 coquilles). Mais il serait de toute façon très difficile de distinguer ces noyaux résiduels des autres petites galaxies du champ qui apparaissent superposées par effet de projection.

Ainsi que nous l'avons mentionné dans notre étude des systèmes alignés, nous observons une courbure de la distribution radiale des coquilles pour les systèmes qui présentent des coquilles très proches du centre, lorsqu'on exprime les distances en rayons équivalents (cf Sect. IV.2.3). Cette courbure peut être expliquée soit par les effets de la friction dynamique (cf fig 39), soit en faisant intervenir un halo massif (fig 36). Cependant avec un halo massif seulement, on ne peut pas rendre compte de la présence des coquilles les plus internes, ce qui est paradoxal puisque cette courbure semble liée justement à la présence des coquilles internes (cf Sect. IV.2.3). Ainsi donc *la corrélation entre la courbure de la distribution radiale des coquilles dans le plan $\ln(n - \phi + \tau - 1) : \ln(d_n/d_1)$ et la présence de coquilles profondément enfouies dans le puits de potentiel de la galaxie-hôte est un argument en faveur d'une dislocation progressive du compagnon associé à un freinage par friction dynamique.*

IV.3 Luminosité intégrée des coquilles

Il est très intéressant du point de vue théorique de pouvoir estimer la luminosité totale des coquilles. Dans le cadre du modèle par fusion cette luminosité peut conduire à une estimation de la luminosité initiale du compagnon, et peut justifier ou non les hypothèses faites pour les simulations sur la valeur de μ . Nous avons vu en Sect. I.2 que le rapport des masses $\mu = M_{com}/M_{gal}$ est généralement pris égal à quelques pourcents, pour pouvoir considérer que le potentiel de la galaxie sous-jacente domine et qu'il n'est pas modifié au cours de la collision. Nous avons vu aussi au paragraphe précédent que ce rapport μ était très important pour estimer le rôle de la friction dynamique, et la possibilité d'une dislocation du compagnon très étalée dans le temps.

A partir des mesures des coquilles les plus brillantes des 3 galaxies étudiées dans Fort et al (1986), nous avons déduit une estimation de la luminosité totale, que nous exprimons ici en fonction de la luminosité de la galaxie :

NGC 2865 :	11% – 22%
NGC 3923 :	3% – 8%
NGC 5018 :	9% – 18%

A notre connaissance, jusqu'à présent personne n'a publié des mesures d'autres systèmes.

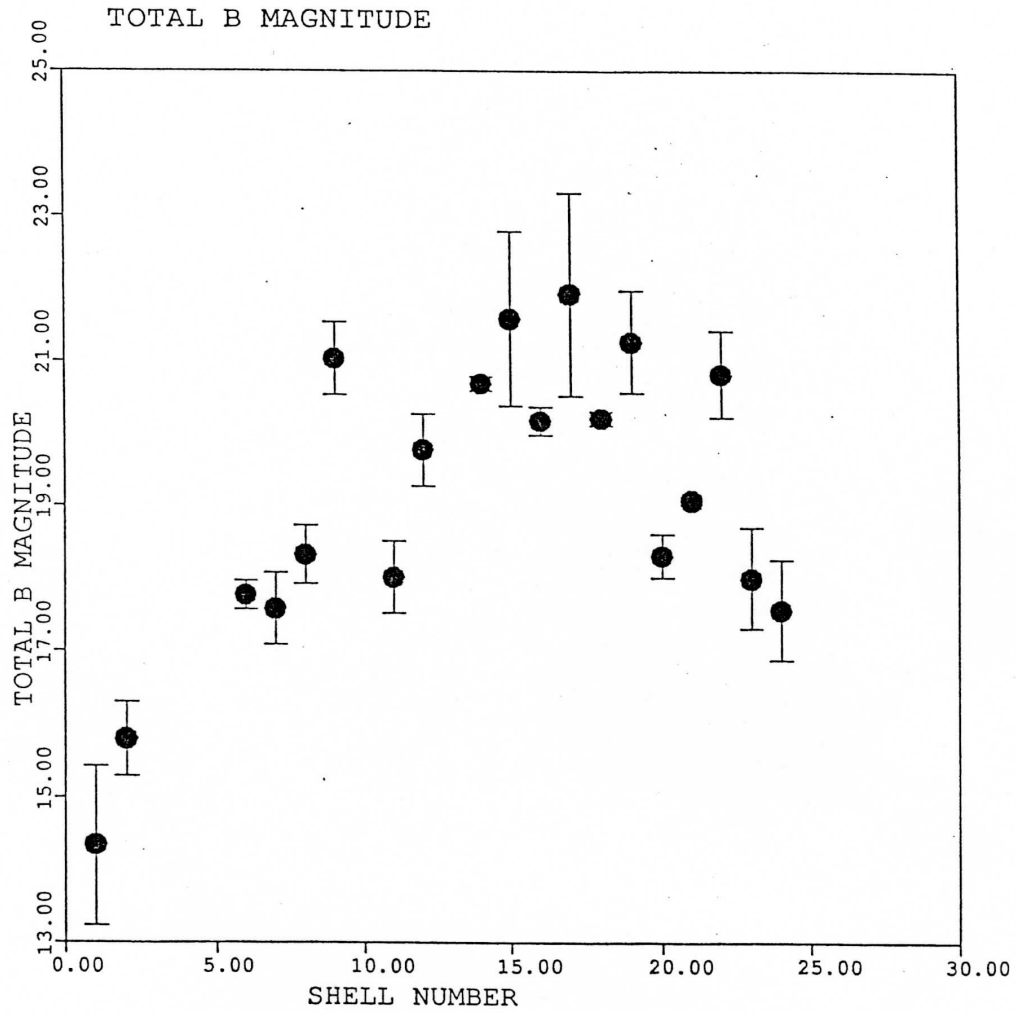


Fig 40 : Luminosités intégrées en B des coquilles de NGC 3923, en fonction du numéro des coquilles. Les coquilles externes dominent largement.

Les simulations dans le cadre de formation par fusion montrent qu'à peu près la moitié des étoiles constituant le compagnon avant la rencontre ne sont pas capturées par la galaxie, et se dispersent dans le milieu intergalactique lors d'une rencontre parabolique (Quinn 1982). Sur la moitié restante seule environ la moitié des étoiles sont situées suffisamment au voisinage de leur apocentre pour être détectées en tant que "coquilles". *Ainsi donc, pour des galaxies comme NGC 2865 et NGC 5018, le compagnon absorbé pourrait bien avoir eu une masse du même ordre de grandeur que celle de la galaxie.* Les simulations seraient alors à reprendre, car le potentiel du compagnon ne peut plus être considéré comme négligeable, et le potentiel global évolue avec le temps. Le seul traitement correct dans ce cas est donc une simulation à N-corps.

Une détermination plus précise de la luminosité totale des coquilles a été faite pour NGC 3923 en mesurant les luminosités de 19 coquilles (Prieur 1988). Le rapport obtenu est $5\% \pm 1.5\%$, ce qui est compatible avec notre première estimation (Fort et al, 1986). La plus grande partie de cette luminosité est concentrée dans les coquilles externes (Fig 40). De ce fait, la principale cause d'incertitude est liée aux mesures des coquilles externes qui sont très étendues (nous ne disposons malheureusement que de clichés photographiques, car les champs CCD disponibles étaient trop petits pour pouvoir mesurer ces coquilles). Associé à ce contraste entre la luminosité des coquilles externes et internes, on remarque aussi un phénomène semblable pour les épaisseurs. Les coquilles externes ont des épaisseurs environ 10 fois plus grandes que les coquilles internes (cf Sect. IV.5). Les coquilles internes se singularisent aussi par la disparition de la propriété d'entrelacement qui était bien marqué pour les coquilles externes (fig 35a).

Ce contraste qui est apparu au cours de notre étude, entre les coquilles externes et internes, suggère *une destruction du compagnon en deux étapes*. La plus grande partie des étoiles à grande énergie ont été lâchées lors du premier passage dans les régions centrales de la galaxie. Les étoiles résiduelles du compagnon ont ensuite subi une relaxation violente. Le rapport effectif des masses μ est alors devenu de l'ordre de 10^{-2} , ainsi que le suggèrent la luminosité des coquilles internes, et le compagnon a été alors lentement dépouillé de ces couches externes à chaque passage dans les régions centrales, où il subissait aussi un freinage par friction dynamique. Avec un tel scénario et si on suit l'analyse de Dupraz et Combes (1987), on parvient à rendre compte de la distribution des coquilles de NGC 3923 sans faire intervenir de halo. Mais cela n'exclut pas la possibilité que NGC 3923 soit entourée par un halo massif.

IV.4 Photométrie multicolours des coquilles

Les premières mesures photométriques de coquilles ont été effectuées par Carter et al (1982) à l'AAT avec une caméra à comptage en B, V, R et un photomètre infra-rouge sur la coquille externe de NGC 1344. Ils ont obtenu des indices de couleur compatibles avec un spectre d'étoiles de type G5-K0. Ils montraient ainsi d'une part que les coquilles n'étaient pas le résultat d'une formation récente d'étoiles, et d'autre part avec des indices de couleur associant la luminosité infra-rouge ($B - J$) et ($B - K$), que les coquilles n'étaient pas des nuages de poussière réfléchissant la lumière d'autres étoiles. Cette coquille était un peu plus bleue que la galaxie NGC 1344 : $(B - R)_{coquille} = 1.2 \pm 0.3$, alors que $(B - R)_{galaxie} = 1.6 \pm 0.15$.

Des mesures en bandes plus étroites B, V, R, RL ont été ensuite fournies par des clichés CCD pour les coquilles de NGC 2865, NGC 5018 et NGC 3923 (Fort et al, 1985). A partir de ces clichés, nous montrons que les coquilles ont globalement des couleurs voisines pour une même galaxie, sans être nécessairement plus bleues que la galaxie hôte. Par ailleurs aucun gradient de couleur en fonction de l'éloignement n'a été mis en évidence, de sorte que ces mesures semblent contredire les prévisions de certains modèles d'origine interne qui prévoient un gradient assez important (cf Sect. I.3).

Dans le cadre du programme plus systématique d'étude statistique du catalogue de Malin et Carter, nous avons commencé à mesurer les couleurs de quelques systèmes où les coquilles sont assez brillantes pour pouvoir être mesurées avec suffisamment de précision, en suivant la procédure décrite en Sect. II.2. Nous avons donc obtenu des résultats pour 0422-476, IC 2977, et NGC 474.

Le seul article de comparaison publié jusqu'à présent en dehors de notre équipe est celui de Schombert et Walin (1987), qui ont observé les coquilles externes de NGC 474. Ils trouvent pour ces coquilles des indices de couleur semblables à celui de la galaxie, et intitulent leur article : "*Arp 227 : a case for shells without mergers ?*". A partir des clichés CCD du CFHT, nous avons obtenu un assez bon accord, pour la coquille 5 que nous avons en commun (fig 48). Par contre dans l'ensemble, nos observations ne vont pas dans le sens de leurs conclusions : les couleurs des coquilles internes sont en moyenne plus bleues que la galaxie (fig 48).

Parmi les résultats importants obtenus jusqu'à présent, on peut citer *la présence dans un même système de coquilles plus rouges, et d'autres plus bleues que le reste de la galaxie*. L'existence de coquilles plus rouges que la galaxie pose vraiment un problème pour les modèles d'origine interne (à partir du moment où ces différences ne peuvent plus s'interpréter en terme de métallicité différente), alors qu'elles s'interprètent simplement dans le cadre de la fusion, par des étoiles du compagnon plus rouges que la galaxie hôte.

Un résultat complètement inattendu et nouveau, quoique un peu difficile à interpréter est *la différence de couleurs très importante observée parfois le long d'une même coquille*. Ce phénomène semble assez fréquent. Pour NGC 5018 : 1A et 1B ont une différence d'indice B-V $\Delta_{B-V} \approx 0.3$ (fig 41-42). Pour NGC 2865 2A et 2B ont $\Delta_{B-V} \approx 0.2$ (fig 41-42). On pourrait penser que ce phénomène est discutable car les barres d'erreur sont de l'ordre de 0.15. Pour 0422-476, nous avons obtenu un résultat qui nous semble moins discutable : les couleurs à l'extrémité de 2A et 2C sont identiques, alors que 2B qui correspond au secteur entre 2A et 2B, est beaucoup plus bleu : $\Delta_{B-R} \approx 0.4$ pour des barres d'erreur estimées à 0.1 (fig 45). Nous remarquons un comportement analogue pour 10A et 10B de NGC 474 (Fig 48c).

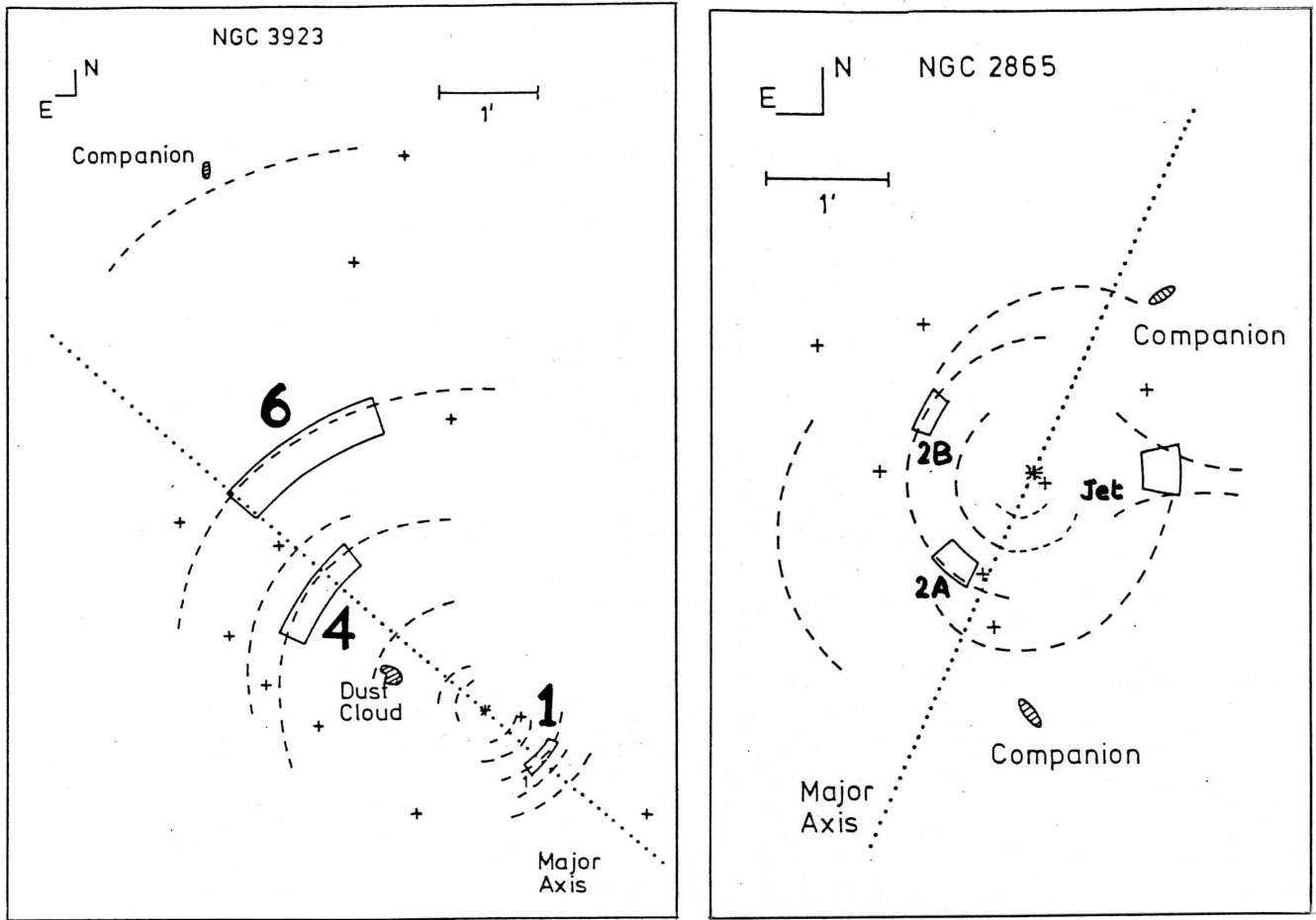
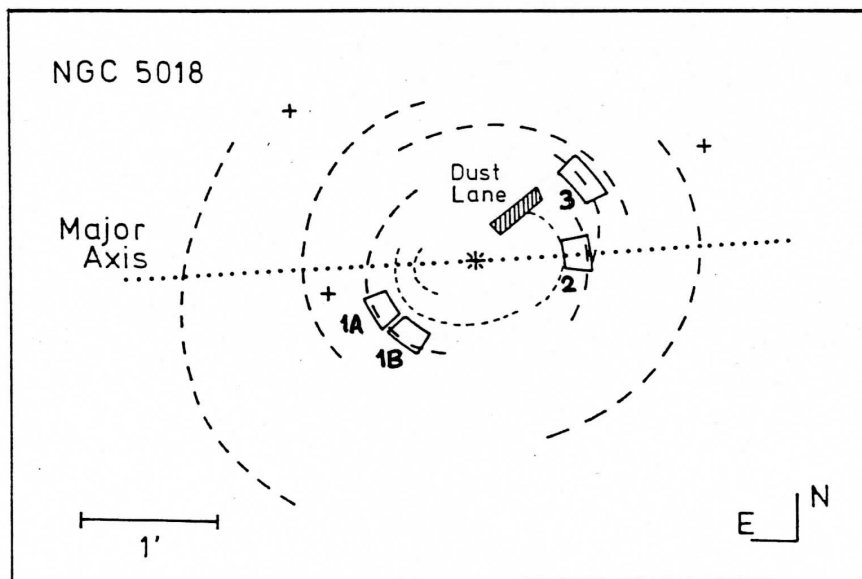


Fig 41 : Photométrie multicolore des coquilles de NGC 2865, NGC 3923 et NGC 5018 (Fort et al, 1986) : emplacement des secteurs mesurés (Cf figure suivante).



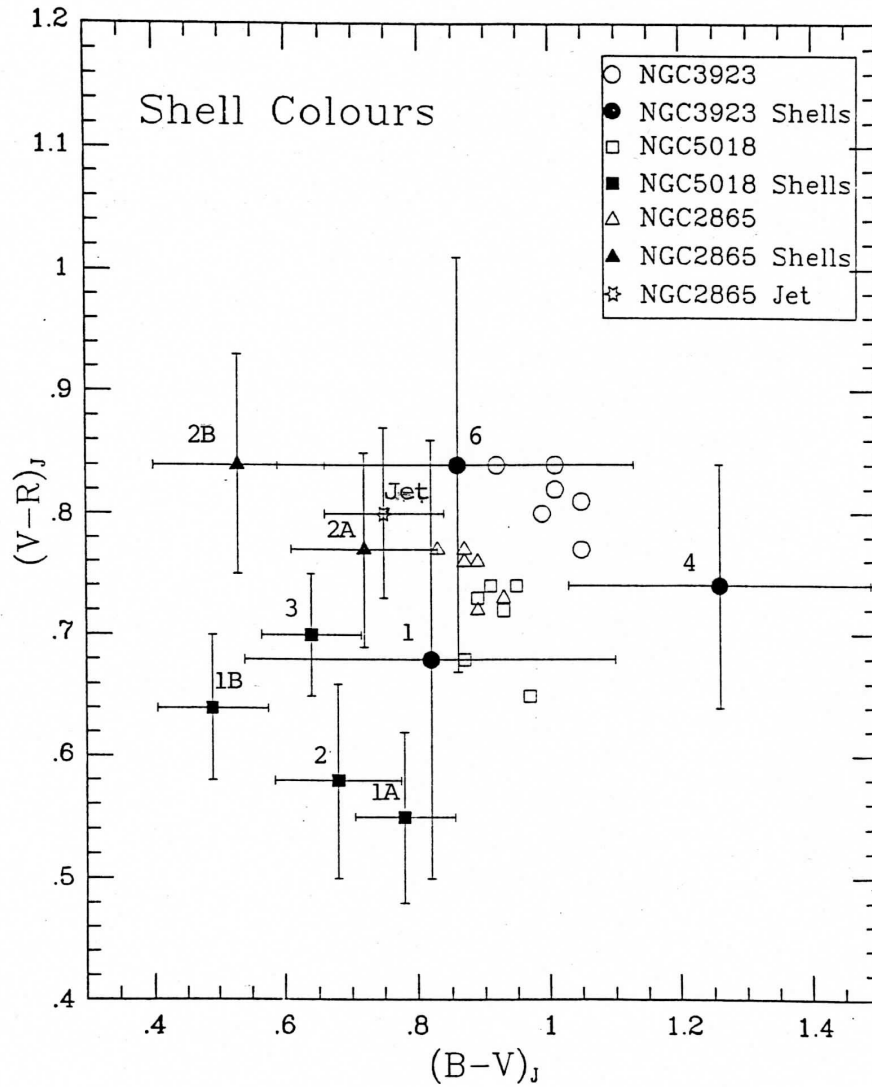


Fig 42 : Photométrie multicolore des coquilles de NGC 2865, NGC 3923 et NGC 5018 (Fort et al, 1986). Diagramme $(V - R)_{Johnson} / (B - V)_{Johnson}$. Les numéros des secteurs se réfèrent à la figure 41. Les coquilles sont généralement plus bleues que la galaxie-hôte, et se démarquent du reste de la galaxie. Il faut noter cependant que la coquille n°4 de NGC 3923 est plus rouge que la galaxie, et que ces coquilles sont globalement plus rouges que celles de NGC 5018 et NGC 2865.

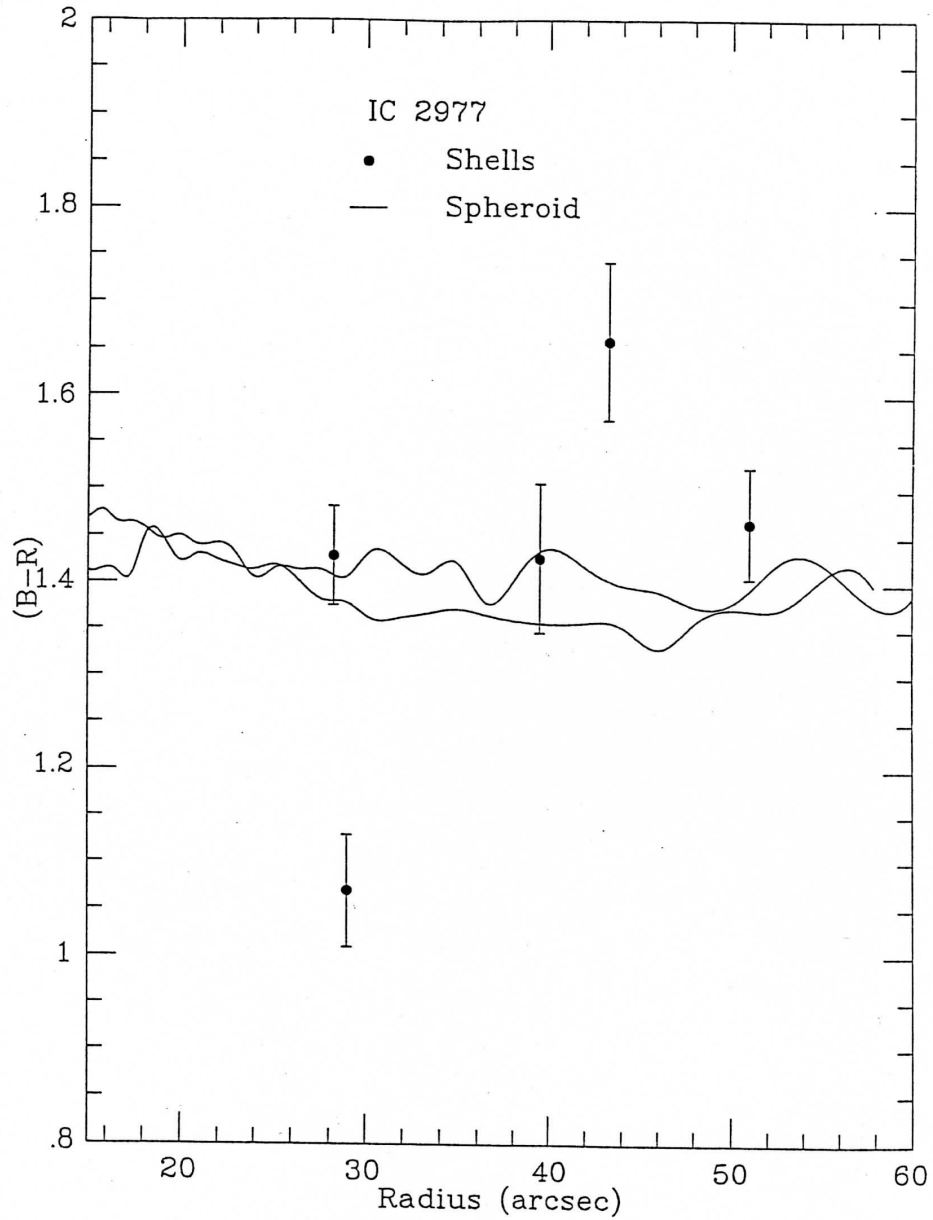


Fig 43 : Photométrie multicolore des coquilles de IC 2977 : indices (B-R) en fonction du rayon. La courbe continue correspond à l'indice (B-R) de la galaxie dans deux secteurs ne contenant pas de coquilles. Ainsi les coquilles d'un même système peuvent être nettement plus bleues ou plus rouges que la galaxie.

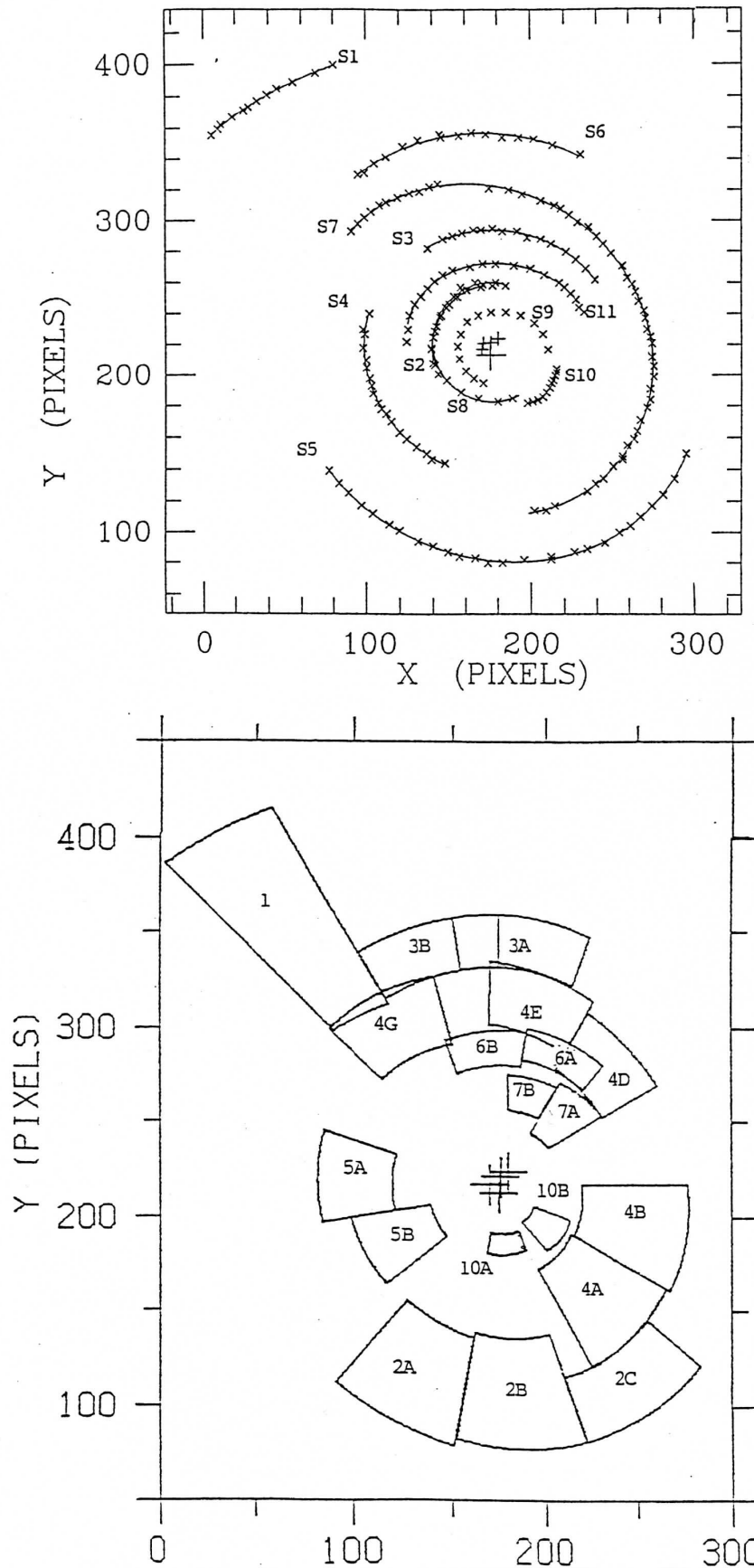


Fig 44 : Etude photométrique de 0422-476. En haut diagramme des coquilles avec leur ajustement par des arcs d'ellipses (lignes continues); en bas, emplacement des secteurs mesurés avec leur numérotation (Cf figure suivante).

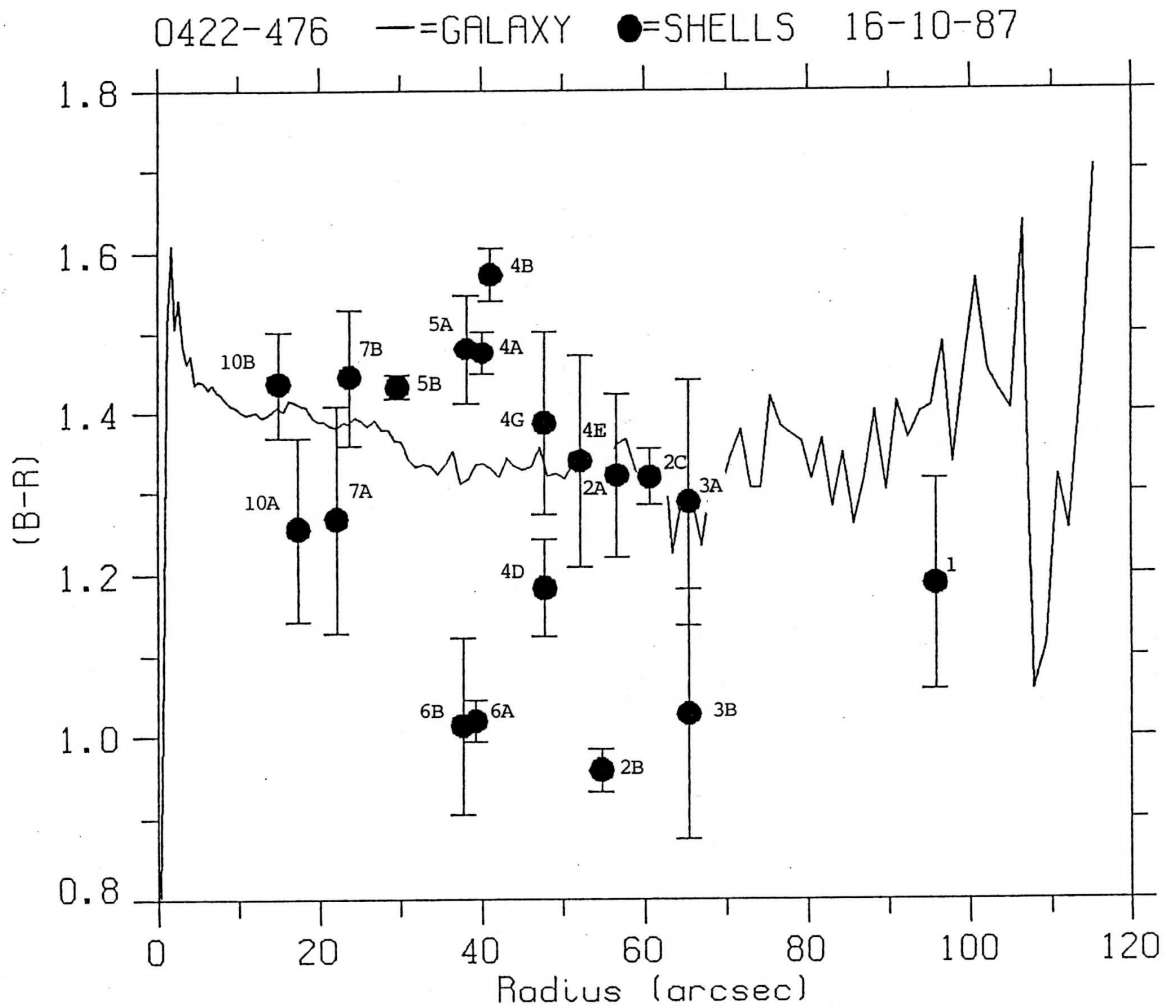


Fig 45 : Etude photométrique de 0422-476. Indices (B-R) des secteurs de la figure précédente, en fonction du rayon. La ligne continue correspond à l'indice de la galaxie. On peut noter que les indices de couleurs peuvent varier le long d'une même coquille (Cf 2A, 2B et 2C), le centre de la coquille S5 est beaucoup plus bleu que les extrémités.

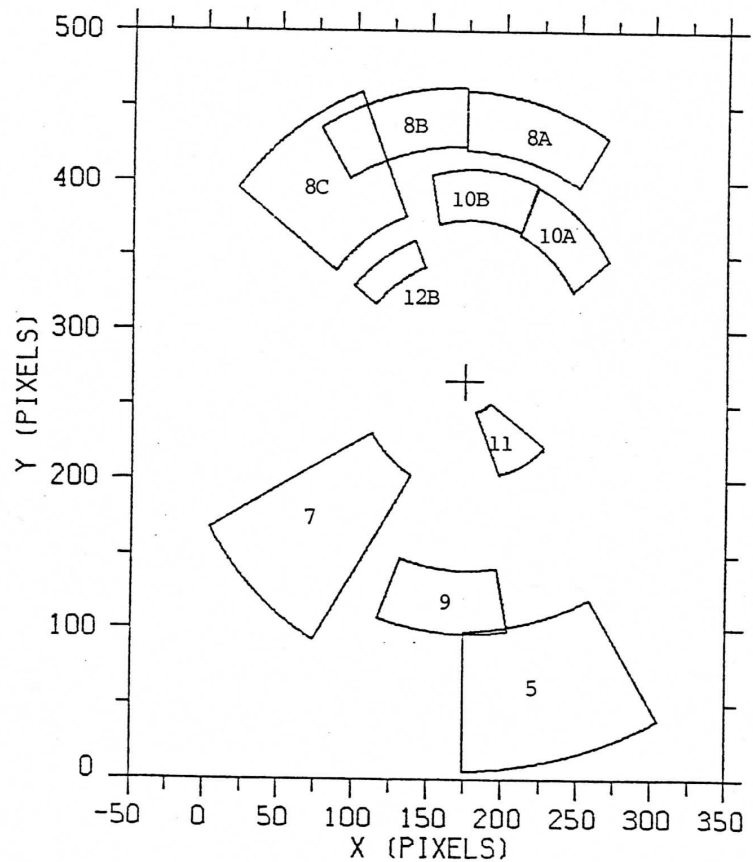
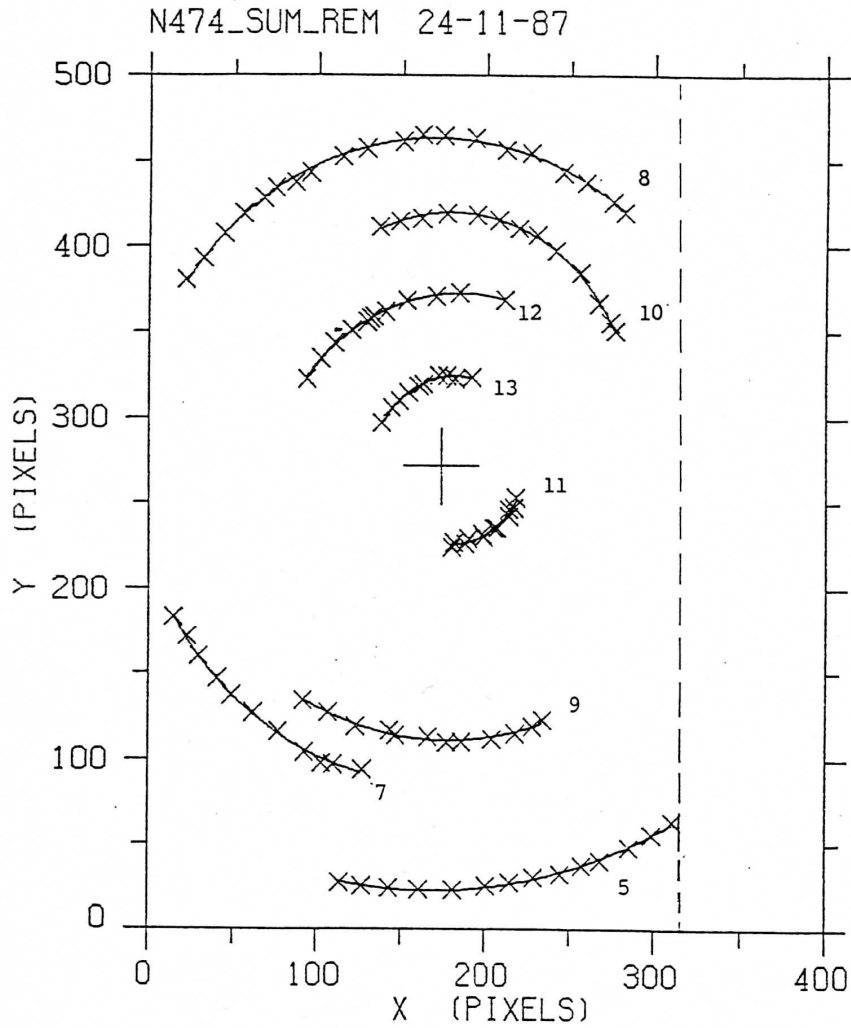


Fig 46 : Etude photométrique de NGC 474 (CFHT, Cf Photo 3). En bas à droite, emplacement des secteurs mesurés avec leur numérotation et en haut à gauche, diagramme des coquilles avec leur ajustement par des arcs d'ellipses (lignes continues).

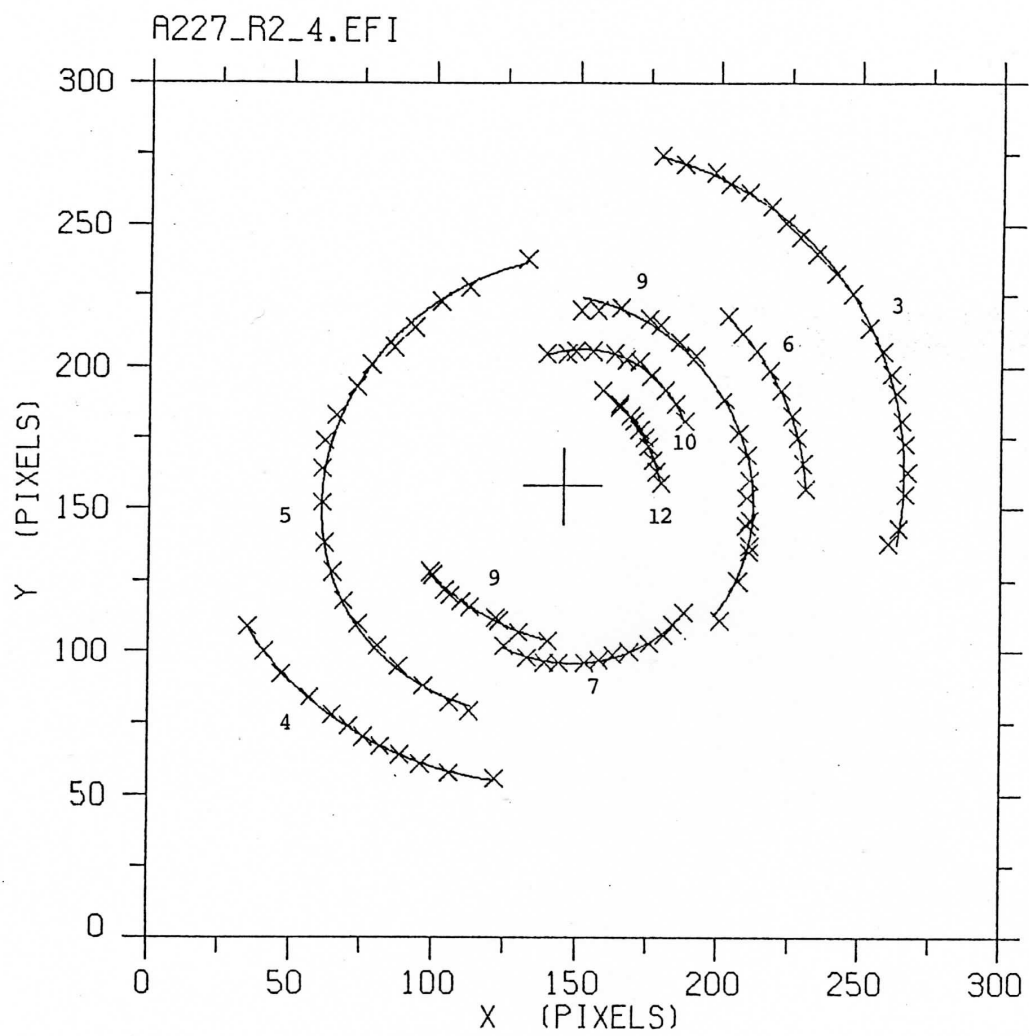


Fig 47 : Diagramme des coquilles de NGC 474 (Pic du Midi, Cf Photo 1).

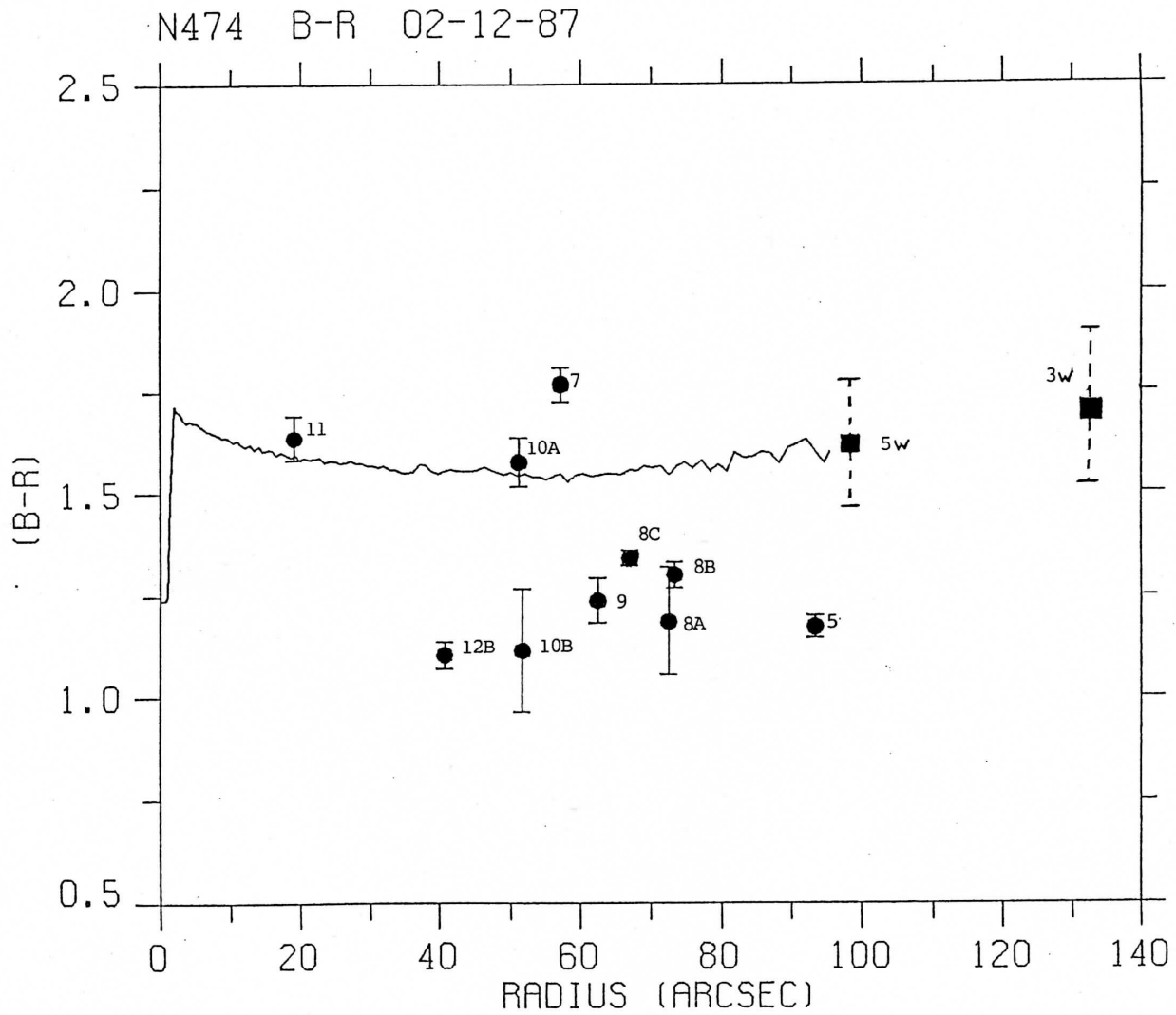


Fig 48a : Etude photométrique de NGC 474. Emplacement des indices (B-R) des secteurs de la figure 46, en fonction du rayon. La ligne continue correspond à l'indice de la galaxie. Les mesures notées 5W et 3W sont celles de Schombert et Wallin (1987).

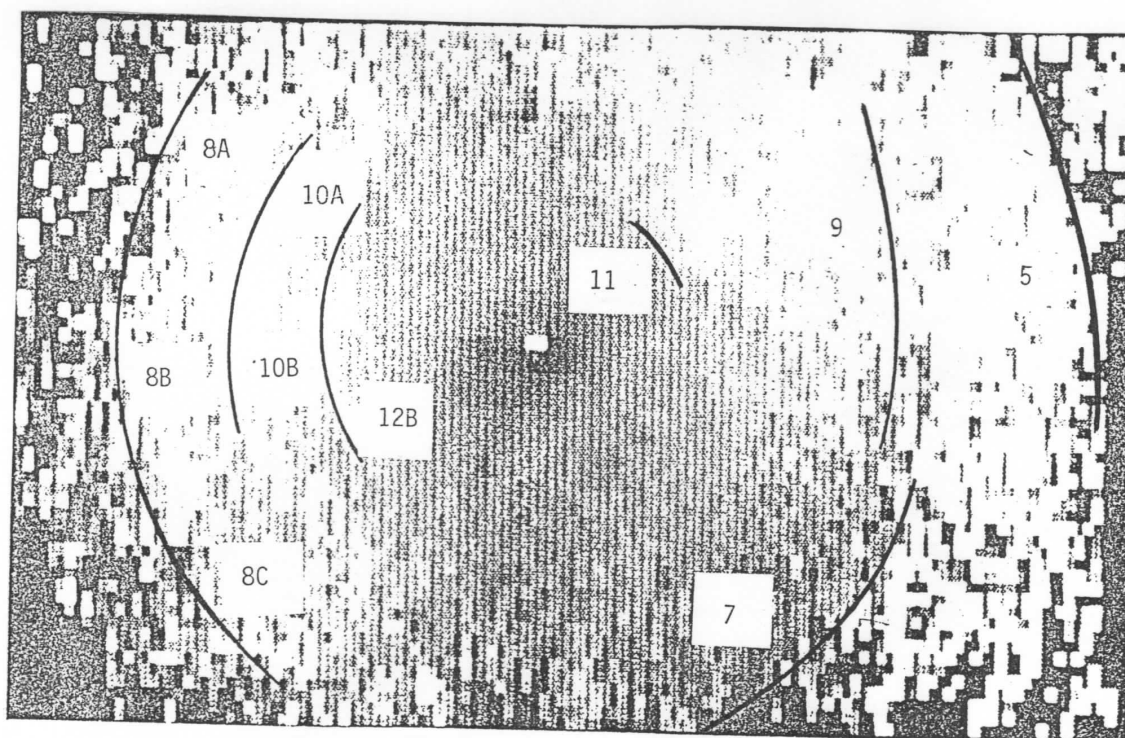
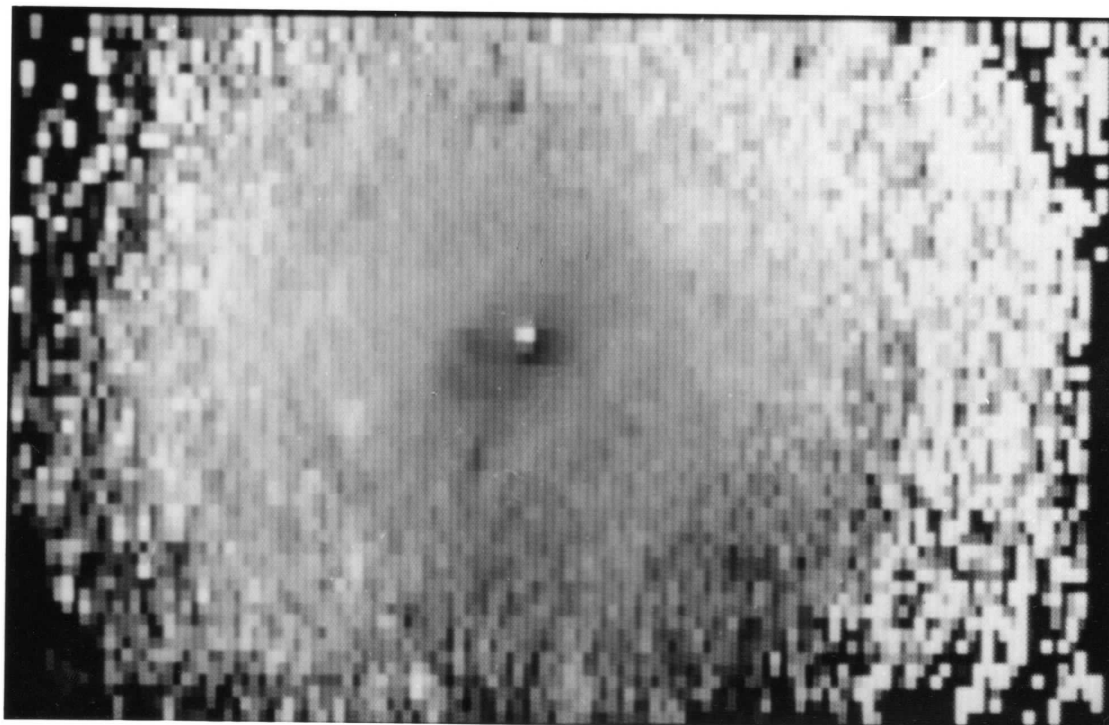


Photo 8 : En haut, cliché (B-R) de NGC 474 obtenu en divisant un cliché B par un cliché R recentré (CFHT). Les teintes claires correspondent à des indices de couleurs plus bleus. Comparer avec le diagramme B-R de la Fig 48a. En bas, numérotation des coquilles.

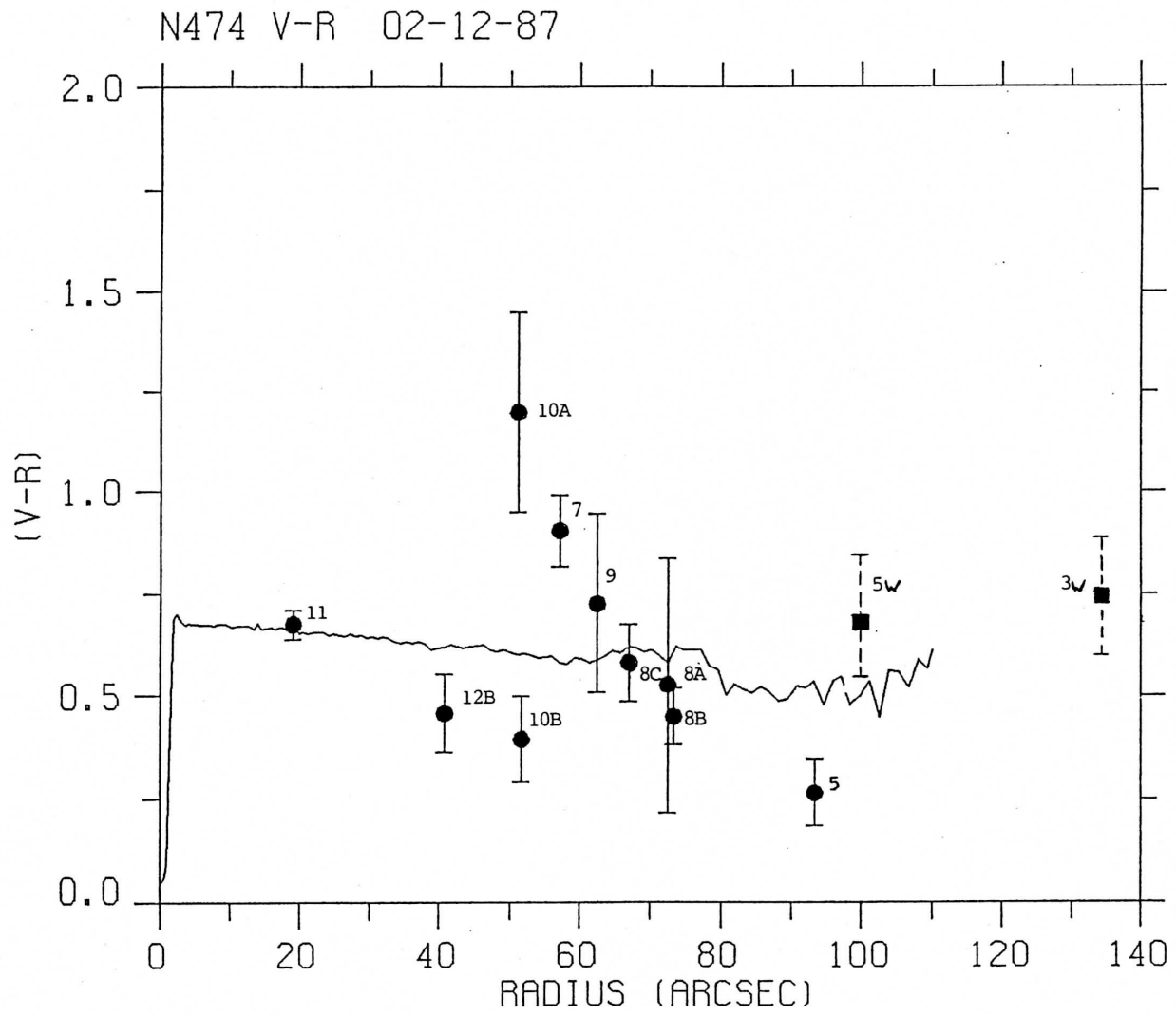


Fig 48b : Etude photométrique de NGC 474. Même légende que la figure 48a mais avec les indices (V-R).

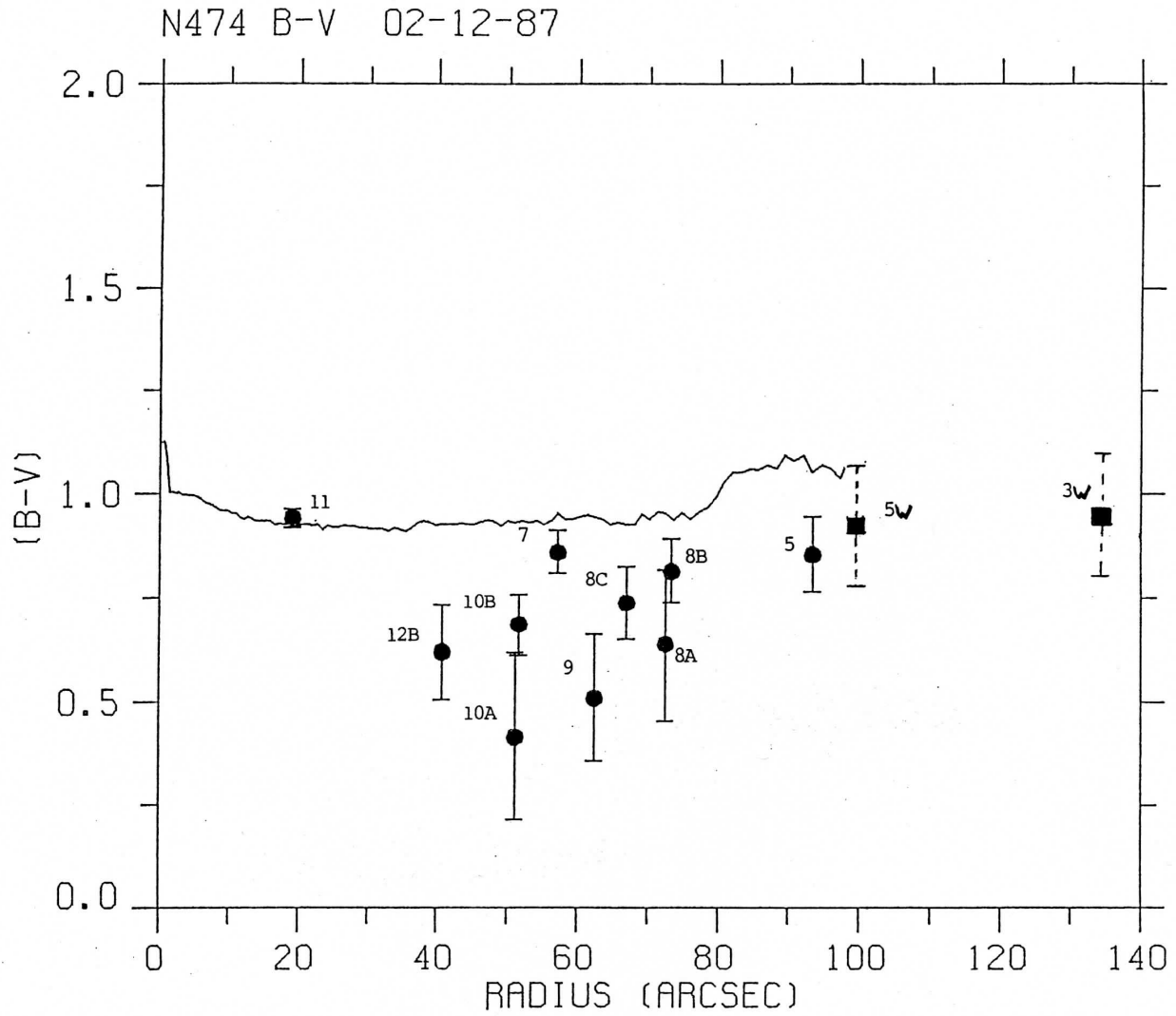


Fig 48c : Etude photométrique de NGC 474. Même légende que la figure 48a mais avec les indices (B-V).

Mais on observe bien sûr le cas inverse, avec des couleurs très homogènes, même pour des coquilles à grande ouverture angulaire. Par exemple 8A, 8B et 8C de NGC 474 correspondent à une coquille très étalée angulairement et ont des couleurs très homogènes (fig 48c).

L'existence de différences de couleurs à l'intérieur de certaines coquilles a été vérifié qualitativement très simplement en divisant les clichés bleus par les clichés rouges (cf Photo 8), ce qui renforce notre confiance puisque cette méthode est la plus directe qu'il soit. Nous pensons donc qu'il s'agit d'un fait réel : *il existe une dispersion intrinsèque des indices de couleurs d'une coquille à l'autre, et parfois même le long d'une même coquille*

A partir des simulations décrites en Sect. I.2, nous avons étudié le comportement des étoiles des régions centrales du compagnon dans le processus de formation des coquilles (fig 49a-b). Ces simulations montrent donc que pour une collision radiale les étoiles du centre se dispersent lentement vers les bords des coquilles au cours du temps. On remarque aussi que l'on peut observer des coquilles formées presque exclusivement par des étoiles des régions externes ou inversement par des étoiles des régions centrales (fig 49a-b). *Ces simulations bien que très simples (collision radiale, sans gaz ni formation stellaire induite par la fusion, compagnon à deux composantes) conduisent déjà à des gradients de couleurs des coquilles le long d'une même coquille et d'une coquille à l'autre, ce qui correspond qualitativement à ce que l'on observe dans la plupart des galaxies que nous avons mesurées photométriquement.* Bien sûr, nous ne prétendons pas par là apporter une réponse définitive, et nous espérons que d'autres simulations plus complètes de nos collègues théoriciens suivront.

IV.5 Forme, profils et épaisseurs des coquilles

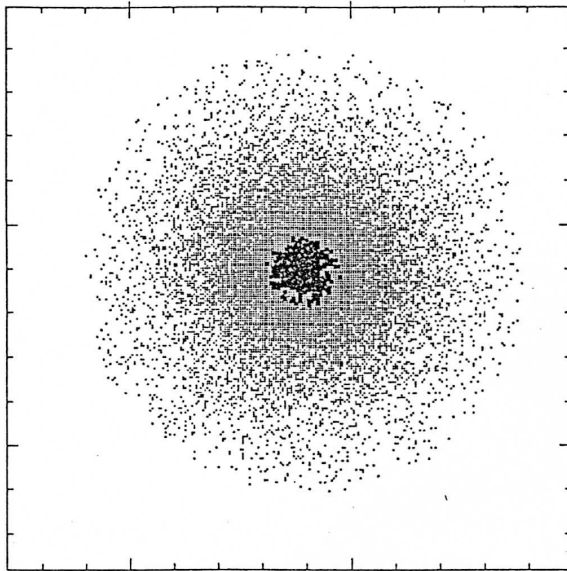
IV.5.1 Forme tri-dimensionnelle

On n'observe qu'une projection des coquilles sur le plan du ciel, et il est bien sûr difficile de déterminer leur forme réelle en trois dimensions. Si l'on étudie un grand échantillon de galaxies on peut s'affranchir, tout au moins en partie, des effets de projection car on observe alors des projections de ces galaxies avec des angles aléatoires (cf Sect. IV.1). Par exemple si les coquilles étaient des structures planes ou très aplaties, comme les disques des galaxies spirales, on observerait des cas de coquilles "pointues", à forte ellipticité, ce qui n'est jamais le cas parmi les quelques 150 galaxies à coquilles connues. Les coquilles sont donc de "vraies" structures tri-dimensionnelles. Les ellipticités sont généralement faibles (cf Sect. IV.1), ce qui indique que la forme réelle doit être proche d'une calotte sphérique, ce qui justifie a posteriori leur nom. L'intensité moyenne ne varie généralement que très lentement lorsqu'on se déplace le long d'une coquille, ce qui suggère que les coquilles ont une densité relativement uniforme (i.e. ne dépendant pas de l'angle au centre) et tronquée sur les extrémités.

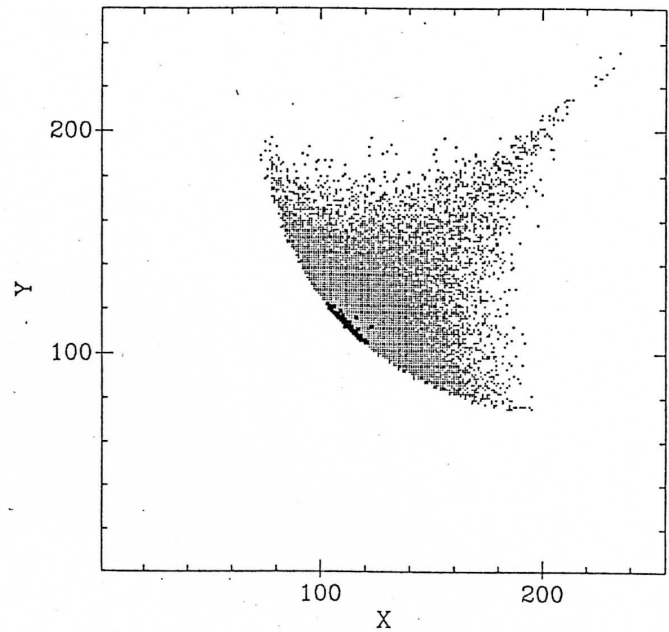
Modèle de coquille mince

Comme point de départ, nous avons choisi un modèle très simple de coquille sphérique à distribution gaussienne pour la densité :

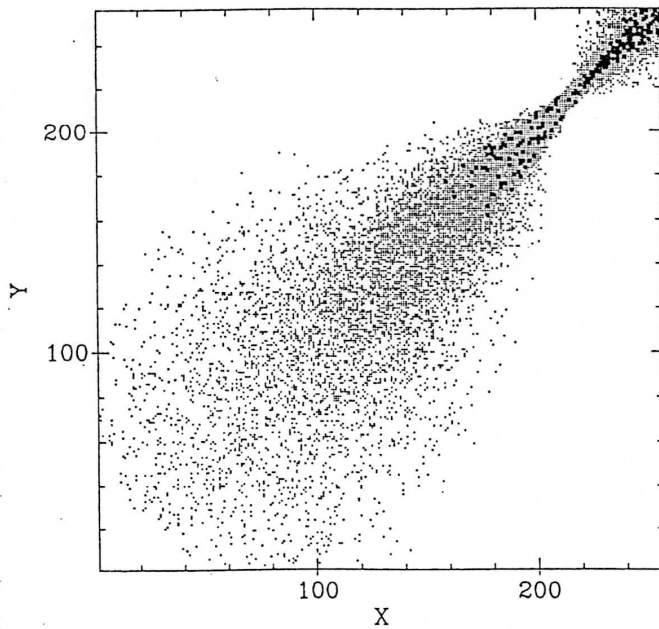
$$\rho(r, \theta) = \begin{cases} \rho_0 \times \exp\left(\frac{\{-(r-r_s)^2\}}{r_g^2}\right) & \text{si } -\theta_{\max} < \theta < \theta_{\max}, \\ 0 & \text{ailleurs,} \end{cases} \quad (34)$$



SIMU-300 11=OUT 91=IN



SIMU-600 11=OUT 91=IN



SIMU-900 11=OUT 91=IN

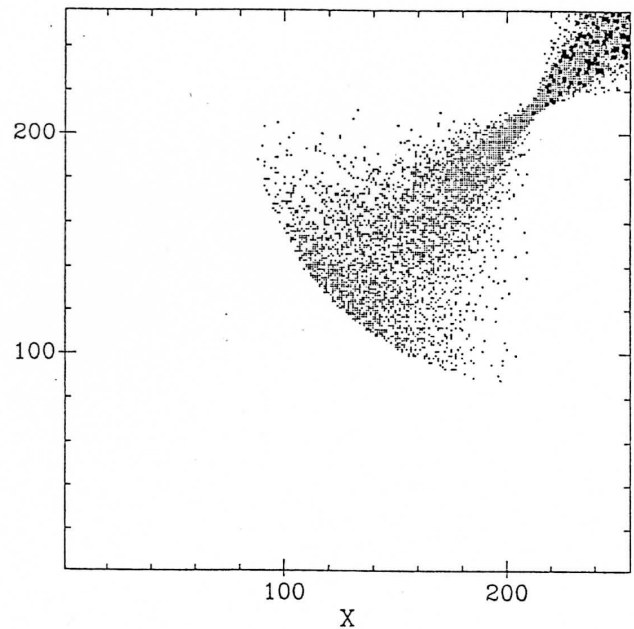


Fig 49a : Simulations numériques illustrant la diffusion des étoiles des régions centrales dans les coquilles au cours du temps. La figure en haut à gauche correspond aux conditions initiales. Ces diagrammes ont été obtenus à partir des simulations de la figure 1, en repérant par des cercles pleins les étoiles dont la distance au centre du compagnon était inférieure à 2 Kpcs avant la collision (Ces simulations sont en 3 dimensions, et le compagnon est sphéroïdal).

183

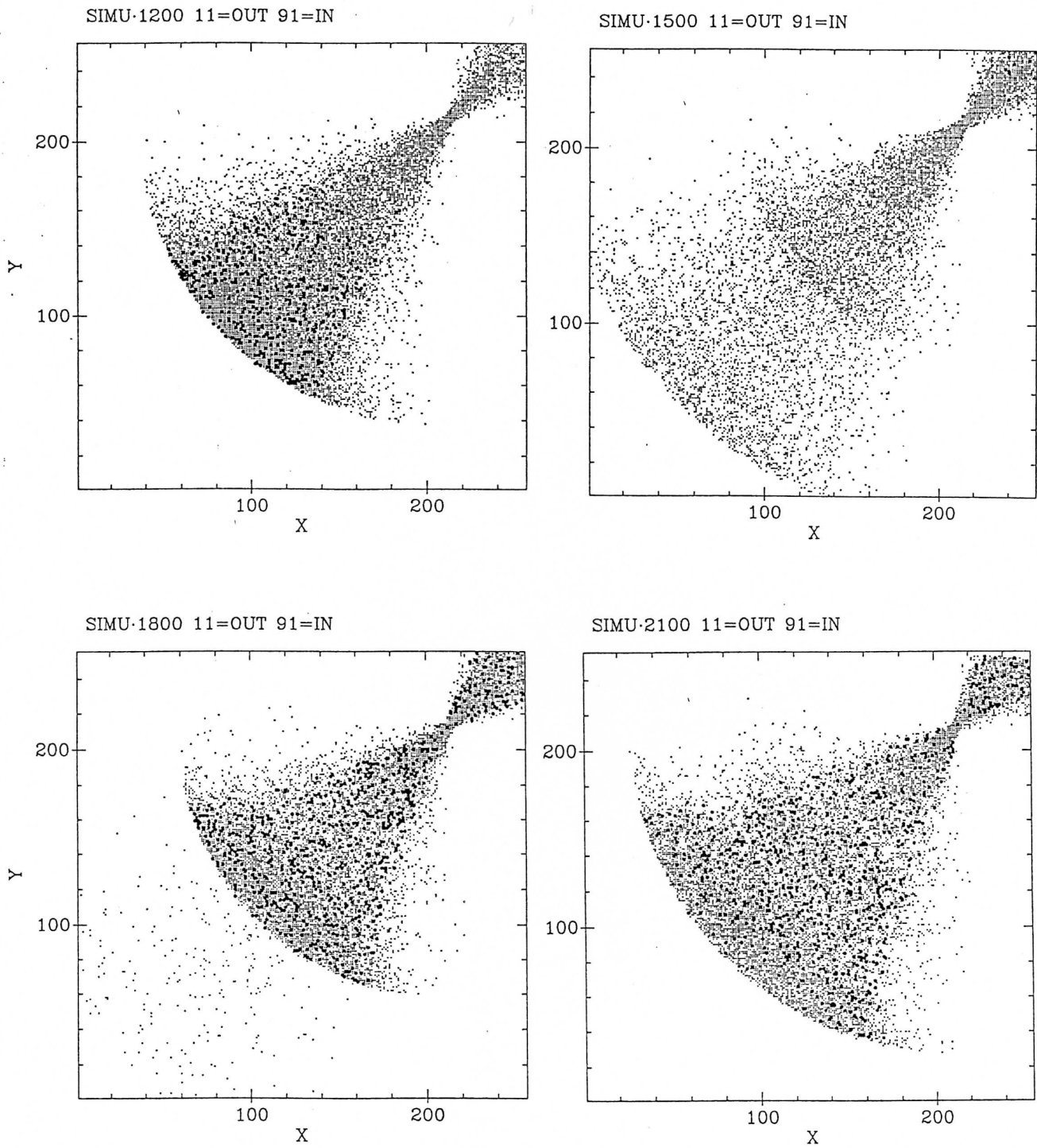


Fig 49b : Simulations numériques illustrant la diffusion des étoiles des régions centrales dans les coquilles au cours du temps (Suite de la figure 49a).

où r est le rayon non projeté, et θ l'angle mesuré perpendiculairement au plan du ciel. Cette distribution est ensuite projetée sur le plan du ciel, et convoluée par un profil gaussien pour rendre compte des effets du seeing. Dans ce modèle r_g fournit une indication sur l'épaisseur de la coquille, r_s sur sa distance au centre, et θ_{max} sur son étendue angulaire dans la direction perpendiculaire au plan du ciel. L'hypothèse d'une coquille à luminosité ne dépendant de θ que par une fonction tronquée en $\pm\theta_{max}$ peut paraître un peu brutale, mais les observations montrent le plus souvent une luminosité à peu près constante en azimuth dans le plan du ciel (cf photos 1 à 11). Ce modèle a l'avantage d'être simple et fournit une limite inférieure de θ_{max} , lorsque la distribution est approximativement gaussienne.

Modèle en $x^{-1/2}$

Hernquist et Quinn (1988) proposent une analogie entre les coquilles et les caustiques de la théorie des catastrophes (Arnold 1984). Les coquilles seraient semblables à des "plis" d'une caustique. La décroissance en densité derrière une caustique "à simple pli" est proportionnelle à $x^{-1/2}$ (où x est la distance au bord du pli), indépendamment de la forme du potentiel considérée. Ainsi pour une coquille produite par un "pli" spatial (cas de l'enroulement dans l'espace direct d'un compagnon spiral lors d'une collision non-radiale, par exemple), la luminosité doit décroître en $x^{-1/2}$ en donnant des coquilles à bords brillants et une rapide décroissance vers l'intérieur de la galaxie. Si par contre la coquille est le résultat d'un pli dans l'espace des phases, ce comportement en $x^{-1/2}$ a lieu lorsque l'espace des phases complet est projeté sur l'axe spatial radial. Après projection de cette distribution sur le plan du ciel, le profil résultant est presque plat, et donne un profil "à plateau" (fig 50). En effet, la brillance de surface $\sigma(a)$ d'une coquille de rayon d a pour expression :

$$\sigma(a) = \int_a^d \frac{1}{(d-r)^{1/2}} \times \frac{r dr}{(r^2 - a^2)^{1/2}} \quad (35)$$

C'est une intégrale elliptique que l'on peut donc exprimer en fonction des intégrales elliptiques de première, deuxième ou troisième espèce. Après changement de variable $t = \sqrt{(d-r)/(d-a)}$, il vient :

$$\sigma(a) = \int_0^1 \frac{(d - t^2(d-a)) dt}{\sqrt{(1-t^2)((d+a) - t^2(d-a))}} \quad (36)$$

qui devient :

$$\sigma(a) = \frac{-2a}{\sqrt{d+a}} \times K\left(\frac{d-a}{d+a}\right) + 2\sqrt{d+a} \times E\left(\frac{d-a}{d+a}\right) \quad (37)$$

où K et E sont les intégrales elliptiques complètes respectivement de première et de deuxième espèce. Pour les définitions, nous adoptons celles de Abramowitz et Stegun. Pour $d \approx a$, $\sigma(a) \approx \pi \sqrt{d/2}$. La courbe résultante est représentée sur la figure 50. En projection sur le ciel, des coquilles qui suivraient rigoureusement une loi en $x^{-1/2}$ montreraient donc des plateaux au voisinage du bord, qui s'étendraient plus ou moins vers l'intérieur selon que la coquille aurait une étendue angulaire plus ou moins grande perpendiculairement au plan du ciel (fig 50).

Rappelons cependant que le comportement en $x^{-1/2}$ prédit par une application des phénomènes catastrophiques n'est valable qu'asymptotiquement, au voisinage du bord du pli.

L'extrapolation au profil complet n'est pas justifiée par l'analogie avec la théorie des catastrophes. Mais comme de nombreux auteurs ont fait cette extrapolation, nous la considérerons par la suite.

Comparaison avec les simulations

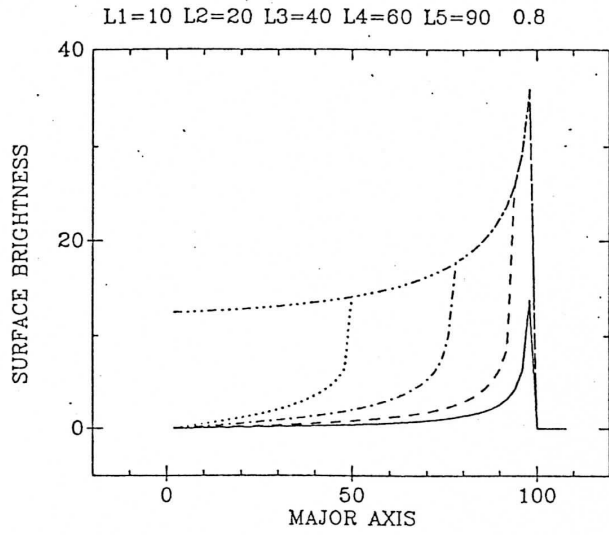
On peut aussi étudier les profils des coquilles résultant des simulations numériques, en les traitant de la même façon que les images. Les profils ainsi obtenus (fig 51) s'apparentent beaucoup à ceux que nous avons observés (fig 52-53), ce qui est un argument de plus en faveur de la formation par fusion. Mais lorsqu'on essaie d'ajuster un modèle en $x^{-1/2}$, l'accord n'est pas très bon pour les régions internes. De plus, au voisinage du bord le "plateau", si plateau il y a, est très petit (fig 51).

Comparaison avec les observations

Nous avons mesuré les profils de 19 coquilles autour de NGC 3923 (Prieur, 1988) Ces profils présentent une grande diversité de comportements (fig 52a-d). La plupart présentent un aspect gaussien asymétrique avec une pente plus faible du côté intérieur (1N, 2S, 6S, 7N, 8S, 11N, 12S, 20S) ce qui est caractéristique d'une coquille mince. Certains présentent un petit plateau (7N, 22S, 24S). Au cours de cette étude, nous avons remarqué que lorsque le rapport signal sur bruit était petit, les coquilles paraissaient avoir un profil gaussien symétrique (9N, 13N, 17N, 19N), et que l'assymétrie n'apparaissait généralement que lorsque le rapport signal sur bruit était bon. Ceci est lié à la difficulté à soustraire le fond de la galaxie, qui a un rôle déterminant dans la forme du profil résultant. *Le modèle de coquille gaussienne rend bien compte des profils observés* (cf fig 52a-d). Nous avons ainsi obtenu une estimation des épaisseurs r_g , qui sont *de l'ordre de 0.2 kpc pour les coquilles internes et environ 10 fois plus grandes pour les coquilles externes* (Prieur 1988), ce qui a des implications au niveau de la formation des coquilles (cf Sect. IV.3).

Pence (1986) et Schombert et Wallin (1988) ont publié des profils "à plateaux" très marqués, respectivement pour des coquilles de NGC 3051 et NGC 474. Il nous semble qu'il faille être prudent avec ces observations car dans les deux cas, il ne s'agit que de *coupes* à travers les coquilles, ce qui réduit de beaucoup le rapport signal sur bruit par rapport à des profils que l'on obtient en intégrant sur un secteur de petite ouverture angulaire. Dans les deux cas, on remarque aussi que ce comportement en plateaux n'est vérifié que pour les coquilles internes pour lesquelles les auteurs ont dû soustraire le fond de la galaxie. Les coquilles les plus externes présentent des profils gaussiens pratiquement symétriques. Ce comportement "en plateaux" est peut-être bien réel pour les coquilles internes, mais il faudrait quand même le vérifier avec des observations plus précises.

Pour la soustraction du fond de la galaxie, nous pensons par ailleurs qu'une méthode globale sur toute l'image est meilleure puisqu'elle peut être testée en dehors des coquilles. Elle n'est malheureusement pas toujours suffisante, et la soustraction d'un gradient résiduel de l'ordre de quelques % du fond initial est souvent nécessaire (cf Sect. II.2). Cette deuxième soustraction est très délicate, aussi nous soustrayons toujours un polynôme de faible degré (0, 1 ou 2), ce qui ne modifie généralement pas l'aspect global du profil, sauf parfois la pente interne. Ainsi par exemple, pour les figures 53a et 53b, nous n'avons pas eu besoin d'une seconde soustraction. Nous avons donc d'autant plus confiance dans la forme de ces profils.



185

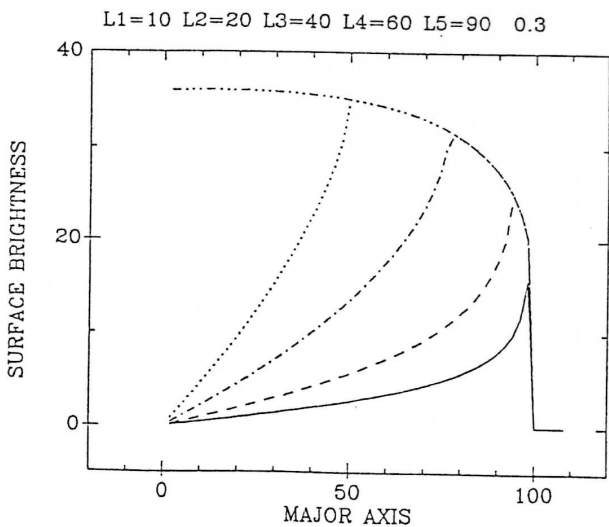
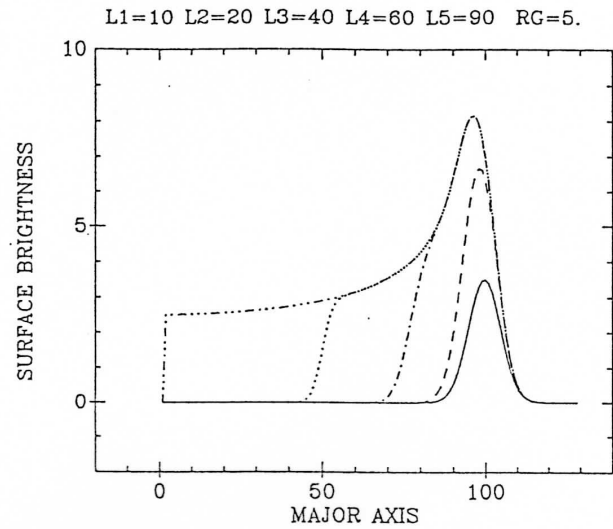
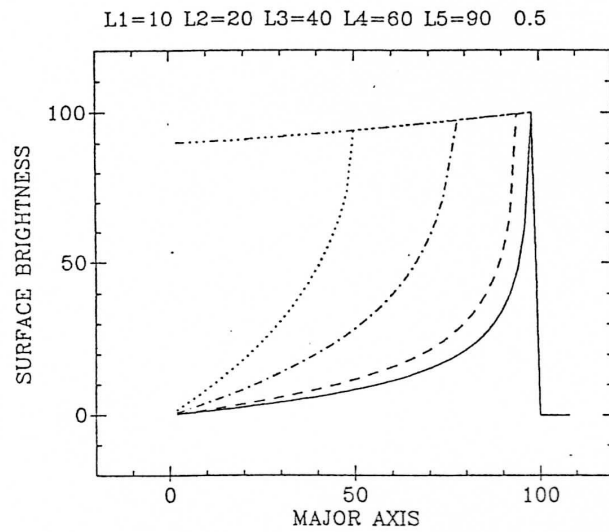
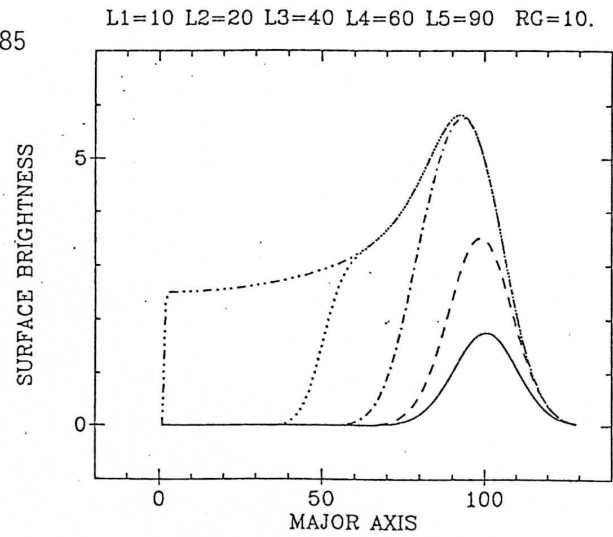


Fig 50 : Profils de coquilles calculés pour différents modèles de la densité dans l'espace à 3 dimensions. Dans la colonne de gauche, modèles correspondant à une décroissance en $x^{-\alpha}$ avec, de haut en bas : $\alpha = 0.8$, $\alpha = 0.5$, et $\alpha = 0.3$. Dans la colonne de droite, cas d'une distribution gaussienne, avec un paramètre d'épaisseur $r_g = 10$ en haut et $r_g = 5$ en bas. Les différentes courbes pour chaque diagramme correspondent à des étendues angulaires le long de la ligne de visée de 20, 40, 80, 120 et 180 degrés.

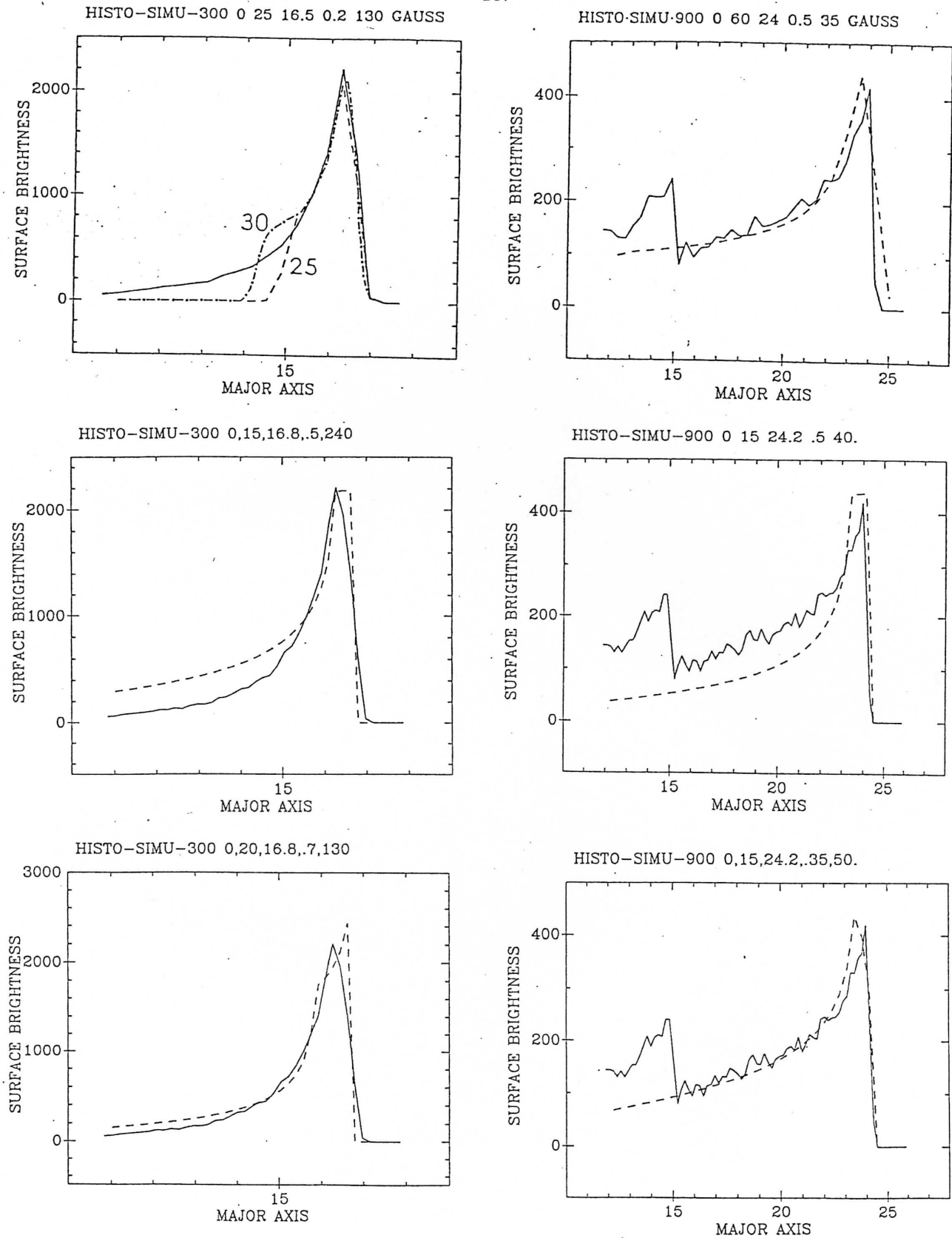


Fig 51 : Etude des profils de coquilles résultant de simulations. Ajustement de modèles à un profil obtenu à l'étape 300 de la simulation de la figure 1 (à gauche) et à l'étape 900 (à droite). En haut, ajustement d'un modèle gaussien, au centre modèle en $x^{-1/2}$, et en bas ajustement avec $x^{-\alpha}$, avec $\alpha = 0.7$ pour l'étape 300, et $\alpha = 0.35$ pour l'étape 900. En haut à gauche les chiffres 30 et 25 indiquent la demi-étendue angulaire en degrés des modèles correspondants.

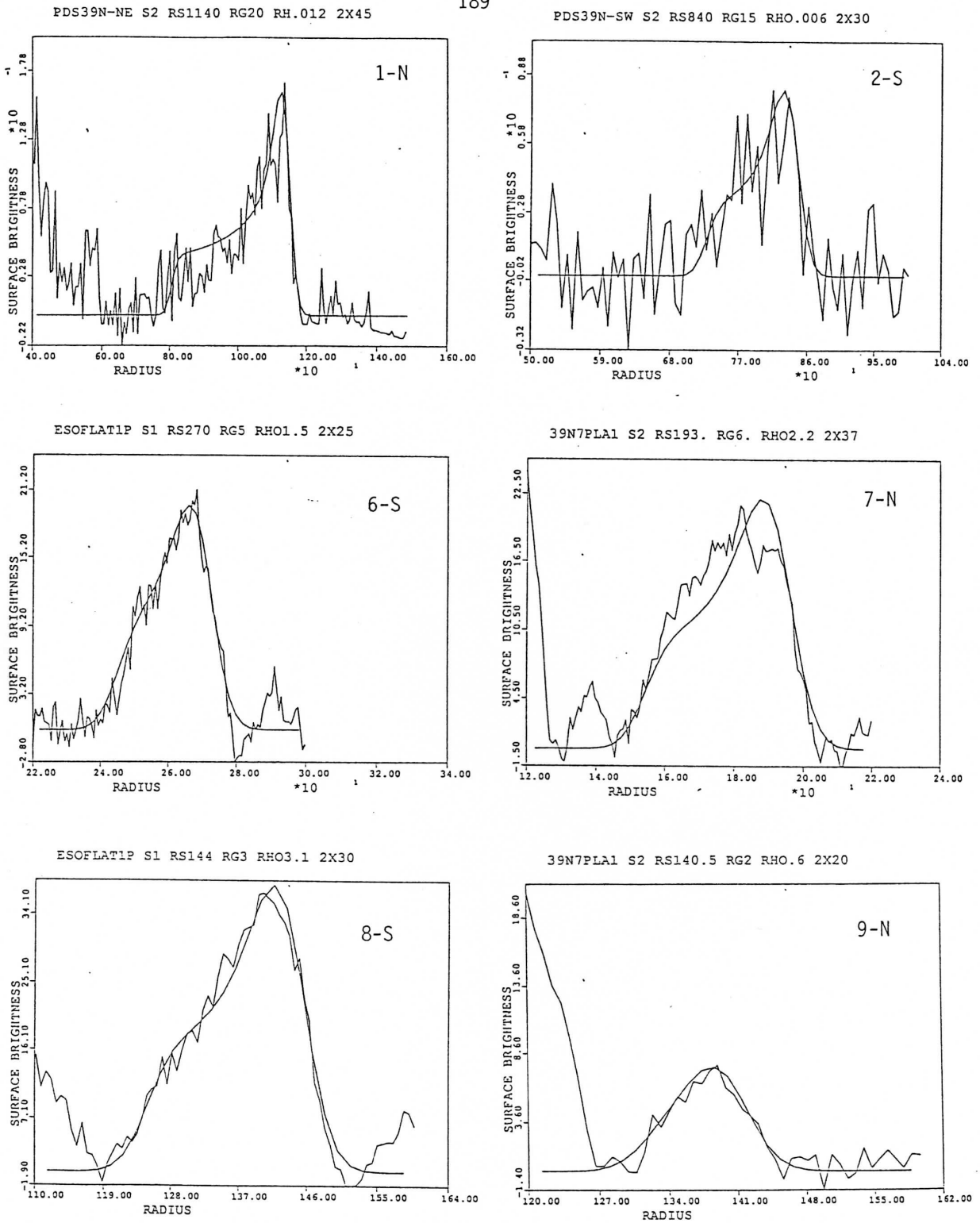


Fig 52a : Profils des coquilles de NGC 3923 et modèles ajustés (distribution gaussienne). Les paramètres de ces modèles sont rassemblés dans le tableau 4 de Prieur (1988).

190

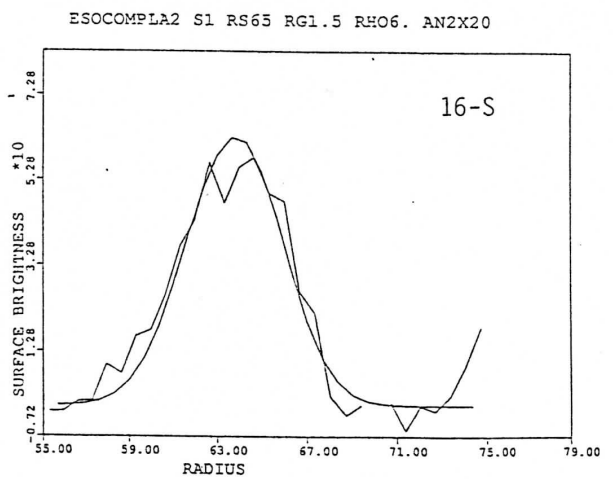
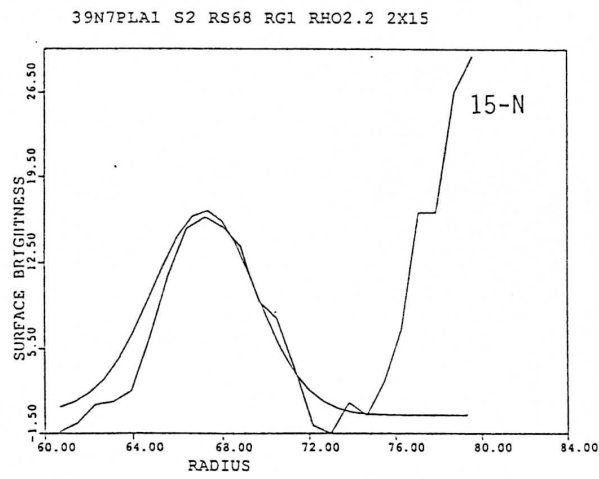
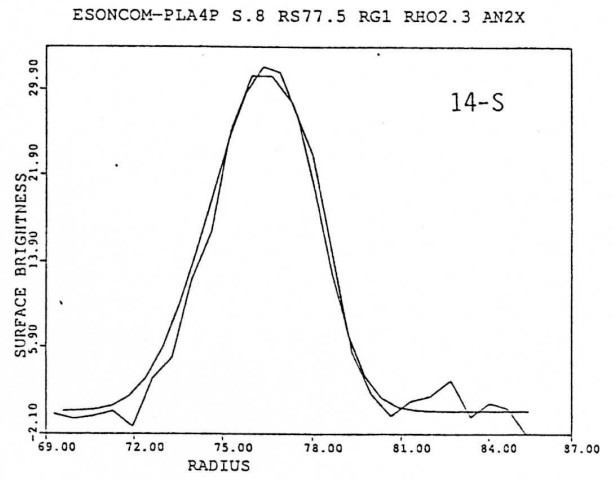
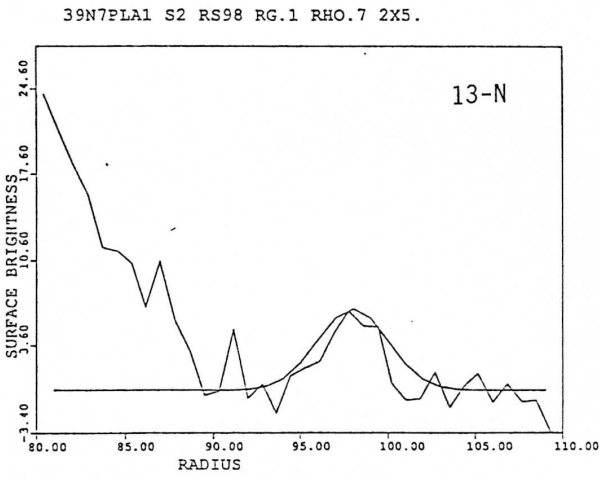
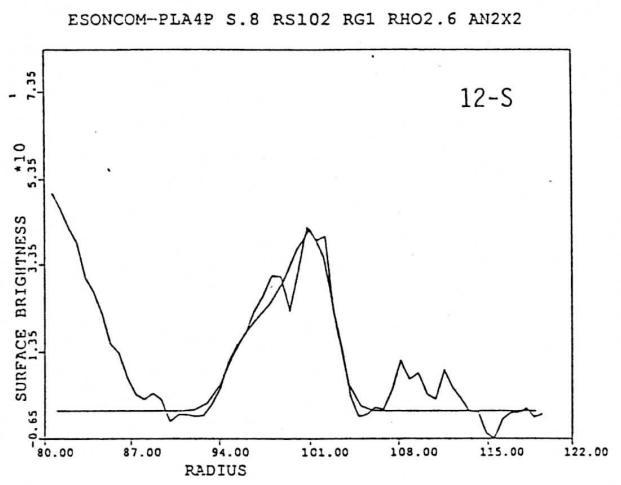
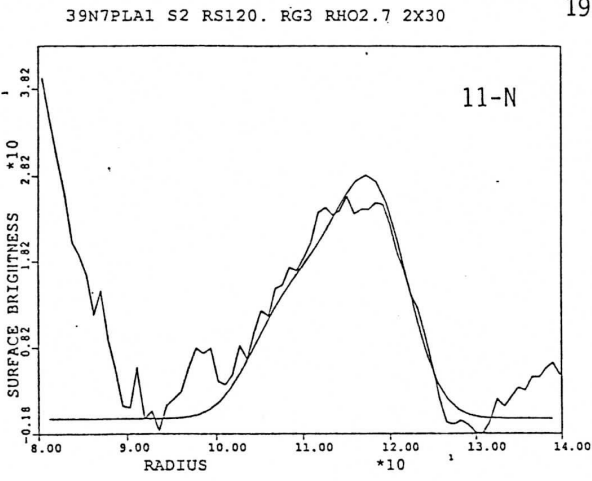


Fig 52b : Profils des coquilles de NGC 3923 (suite de la figure 52a).

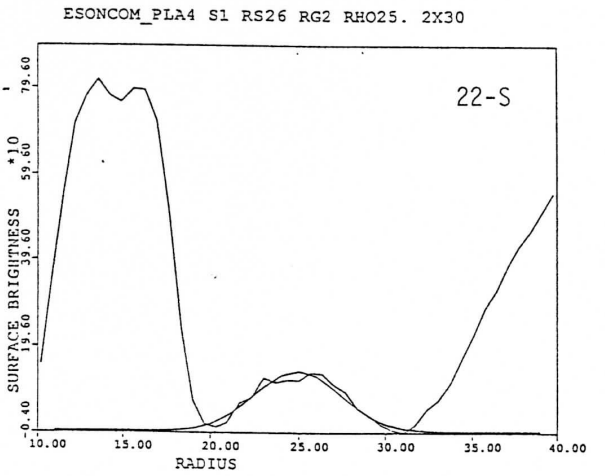
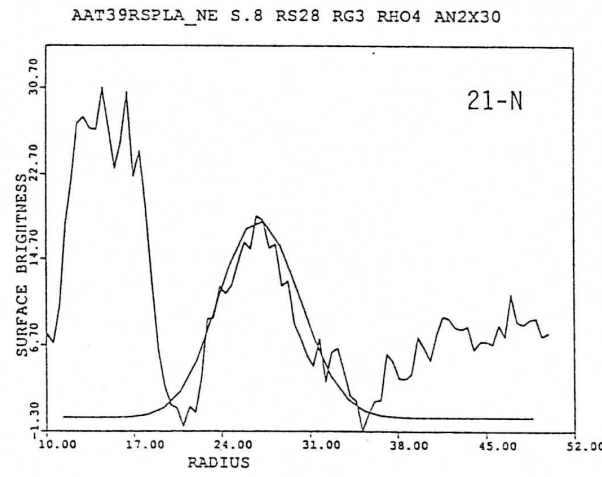
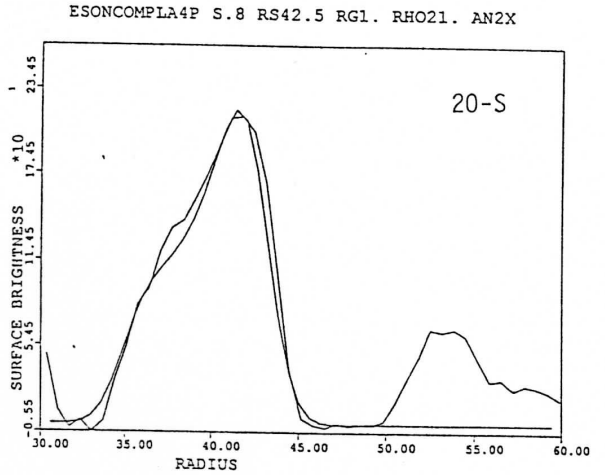
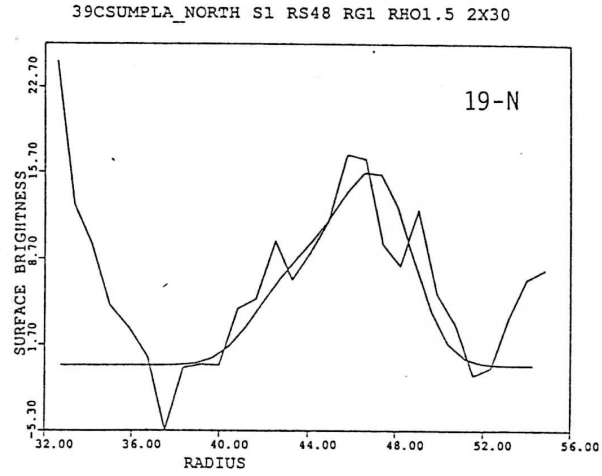
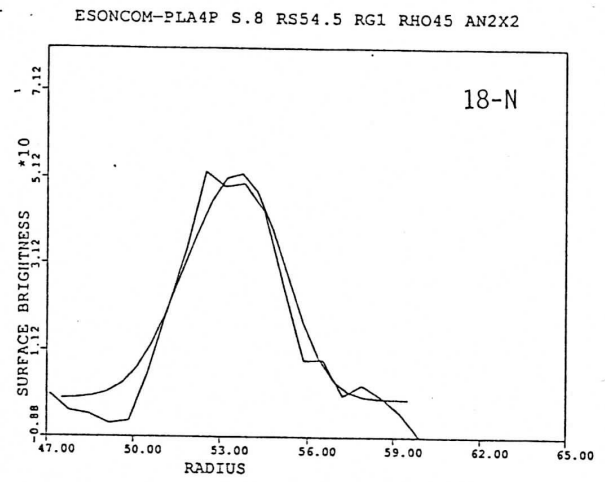
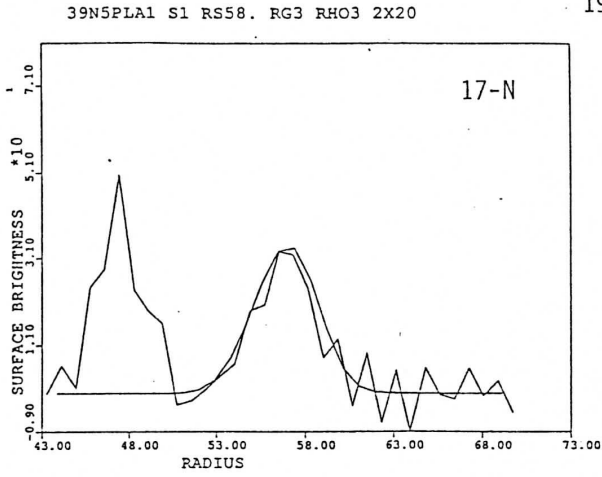


Fig 52c : Profils des coquilles de NGC 3923 (suite de la figure 52a).

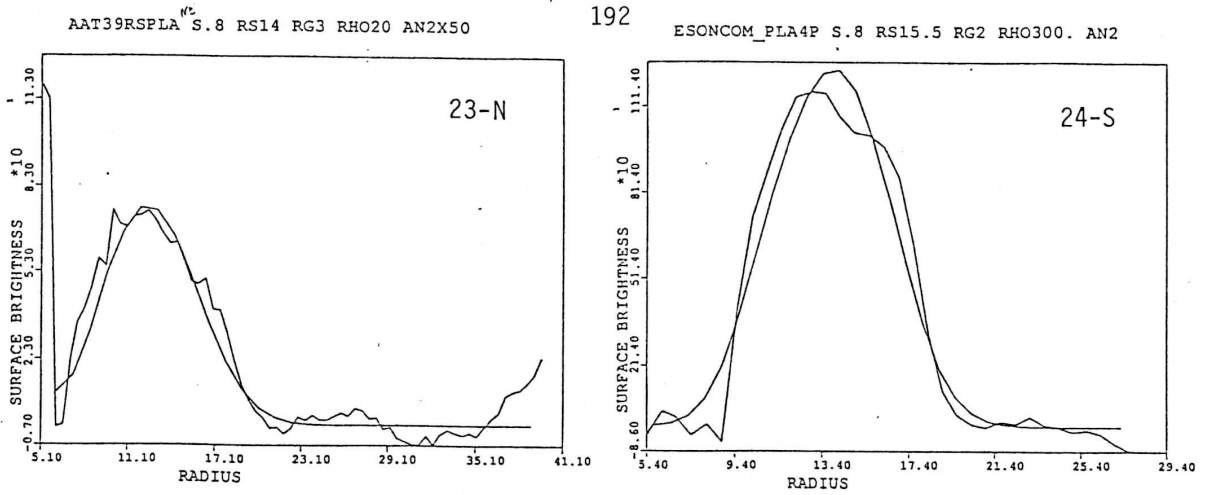


Fig 52d : Profils des coquilles de NGC 3923 (suite de la figure 52a).

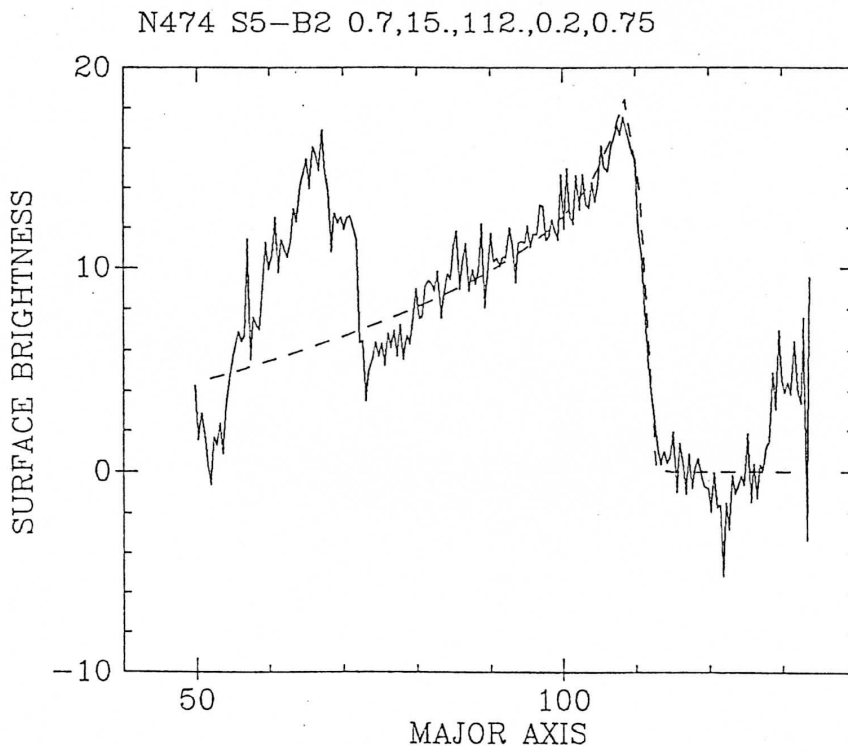
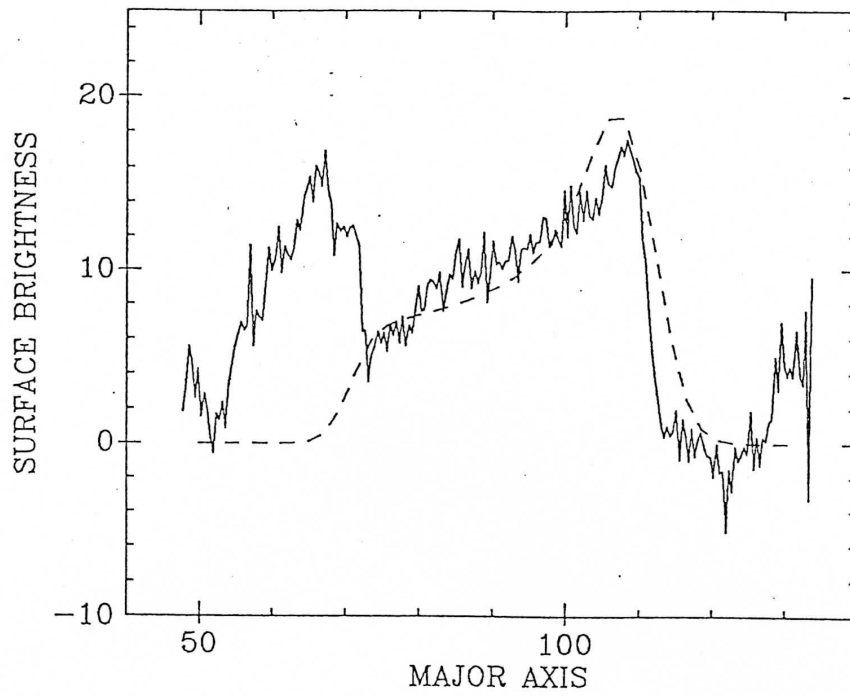


Fig 53a : Comparaison des différents modèles pour l'ajustement de la coquille S5 de NGC 474 (Cf Fig 46). Modèle en $x^{-\alpha}$ avec $\alpha = 0.2$.

N474 S5-B2 S.7 2X50 RS110 RG4 RHO2.



N474 S5-B2 0.7,30.,112.,.5,.7

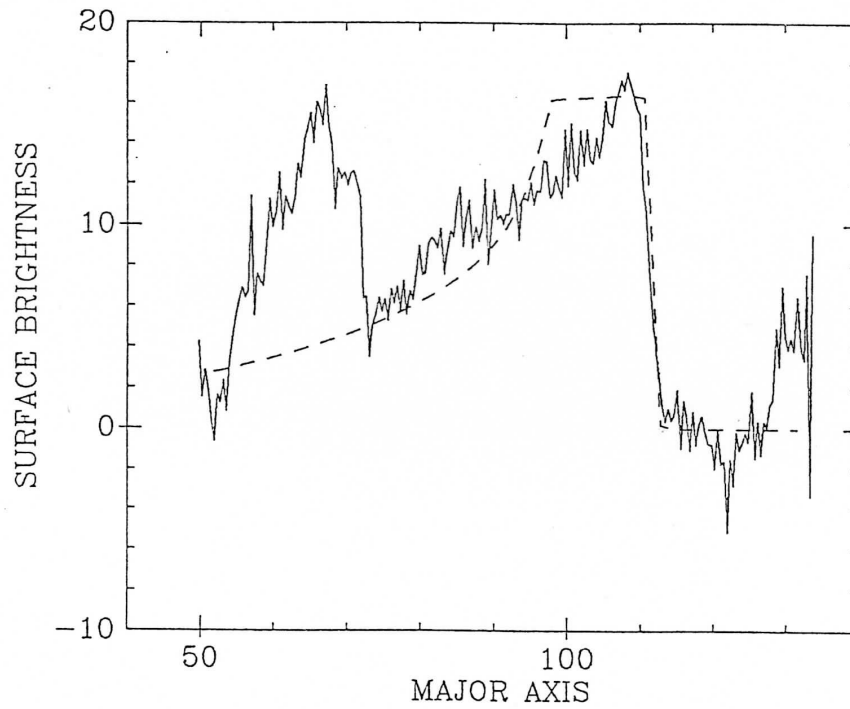


Fig 53b : Comparaison des différents modèles pour l'ajustement de la coquille S5 de NGC 474 (Cf Fig 46). Modèle gaussien en haut, et modèle en $x^{-1/2}$ en bas.

Nous présentons aussi dans ces figure 53a et 53b les ajustements des modèles précédemment décrits. Le modèle gaussien a une pente trop faible pour le bord extérieur, ce qui implique que la coquille non projetée a bien une distribution non symétrique, et qu'elle a une décroissance plus faible du côté intérieur. Le modèle en $x^{-1/2}$ a une décroissance trop rapide du côté intérieur, et le coefficient qui rend mieux compte de cette pente est -0.3 pour cette coquille (fig 53).

De façon générale, comme pour les simulations numériques (cf fig 51), l'ajustement d'un modèle en $x^{-\alpha}$, avec un coefficient α variable, est très bon pour les coquilles externes. Par contre les coquilles internes, les profils deviennent un peu plus symétriques (cf fig 52a-b-c), et le modèle gaussien semble meilleur.

Bien sûr il ne s'agit que d'une tendance générale, et il existe des exceptions (9-N par exemple présente un profil quasi-symétrique, sur la figure 52a). Un problème important est de savoir si cette observation n'est pas due à une mauvaise soustraction du fond. Nous avons cependant pris beaucoup de soin pour cette soustraction, à partir de clichés différents, et nous pensons que ce phénomène est réel. Il est observable dans une certaine mesure dans les profils de coquilles des simulations numériques (Hernquist et Quinn 1988, Dupraz et Combes 1986). Il semble que ceci soit tout simplement dû au *chevauchement progressif des coquilles* au fur et à mesure que l'on se rapproche du centre, la distance inter-coquille allant en diminuant.

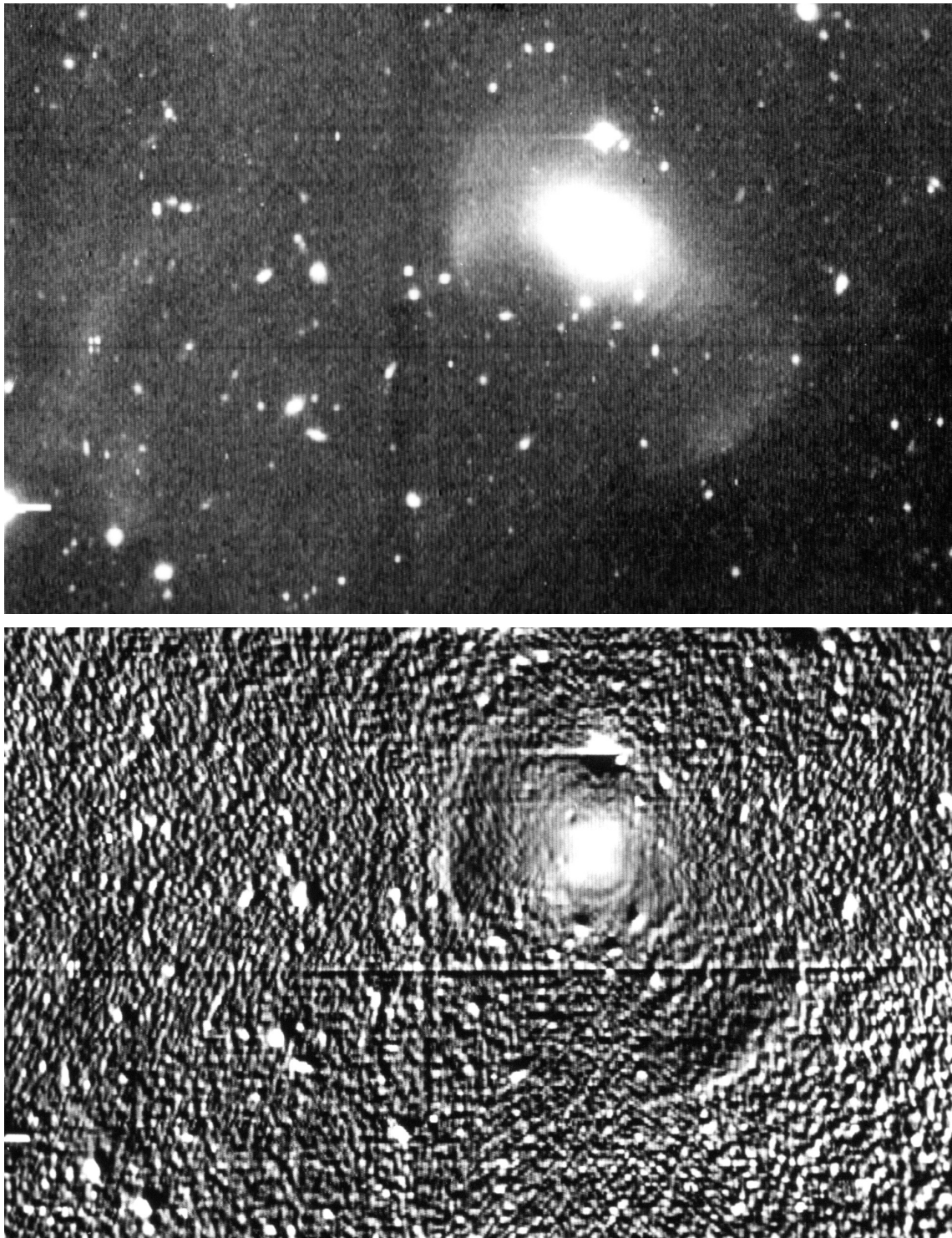


FIG. IV.1 – Clichés CCD de 0321-426 (AAT). En haut, cliché en R non traité. En bas, gradient radial (cf Sect. II.2).

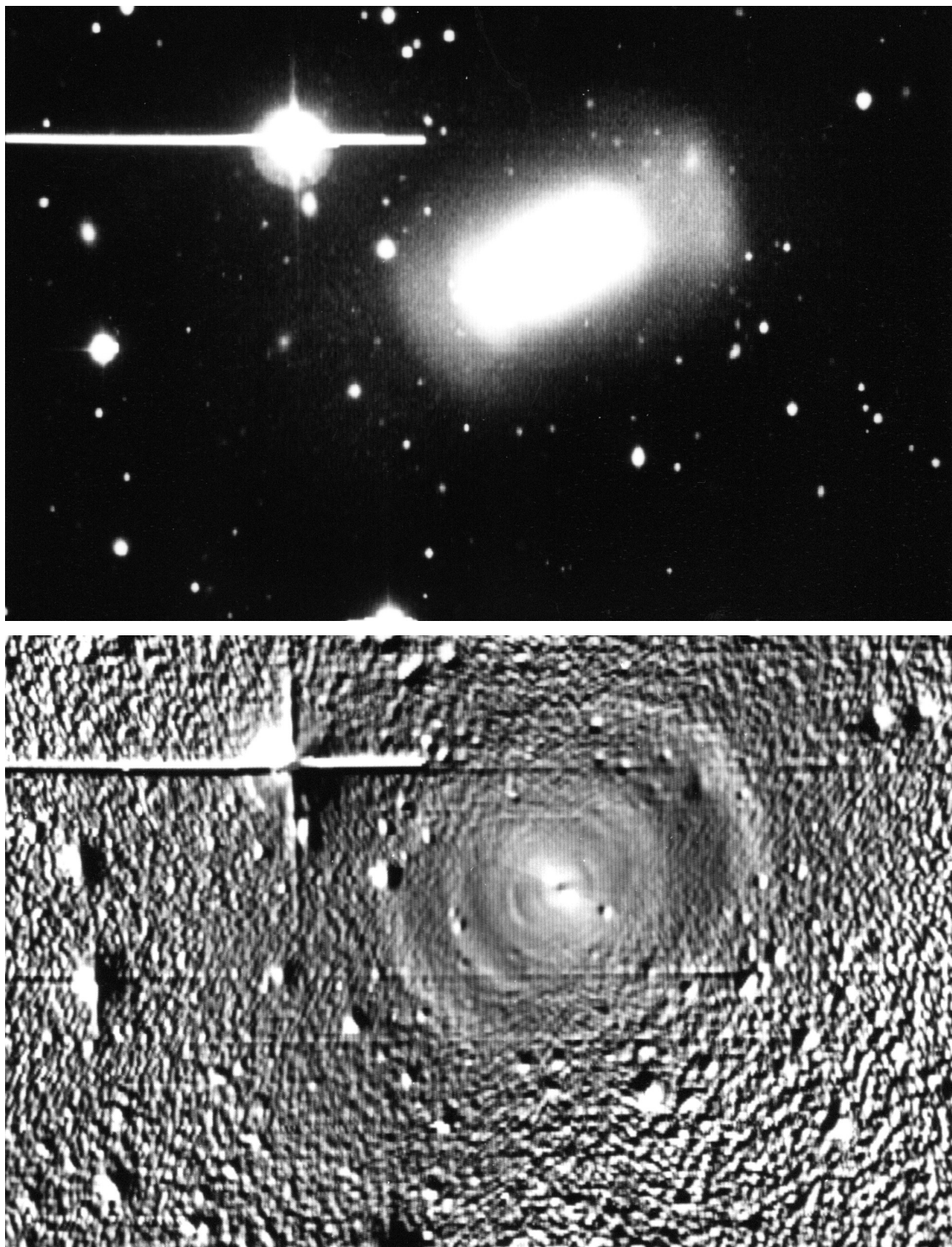


FIG. IV.2 – Clichés CCD de 0351-550 (AAT). En haut, cliché en R non traité. En bas, gradient radial. Noter la présence de coquilles très proches du centre.

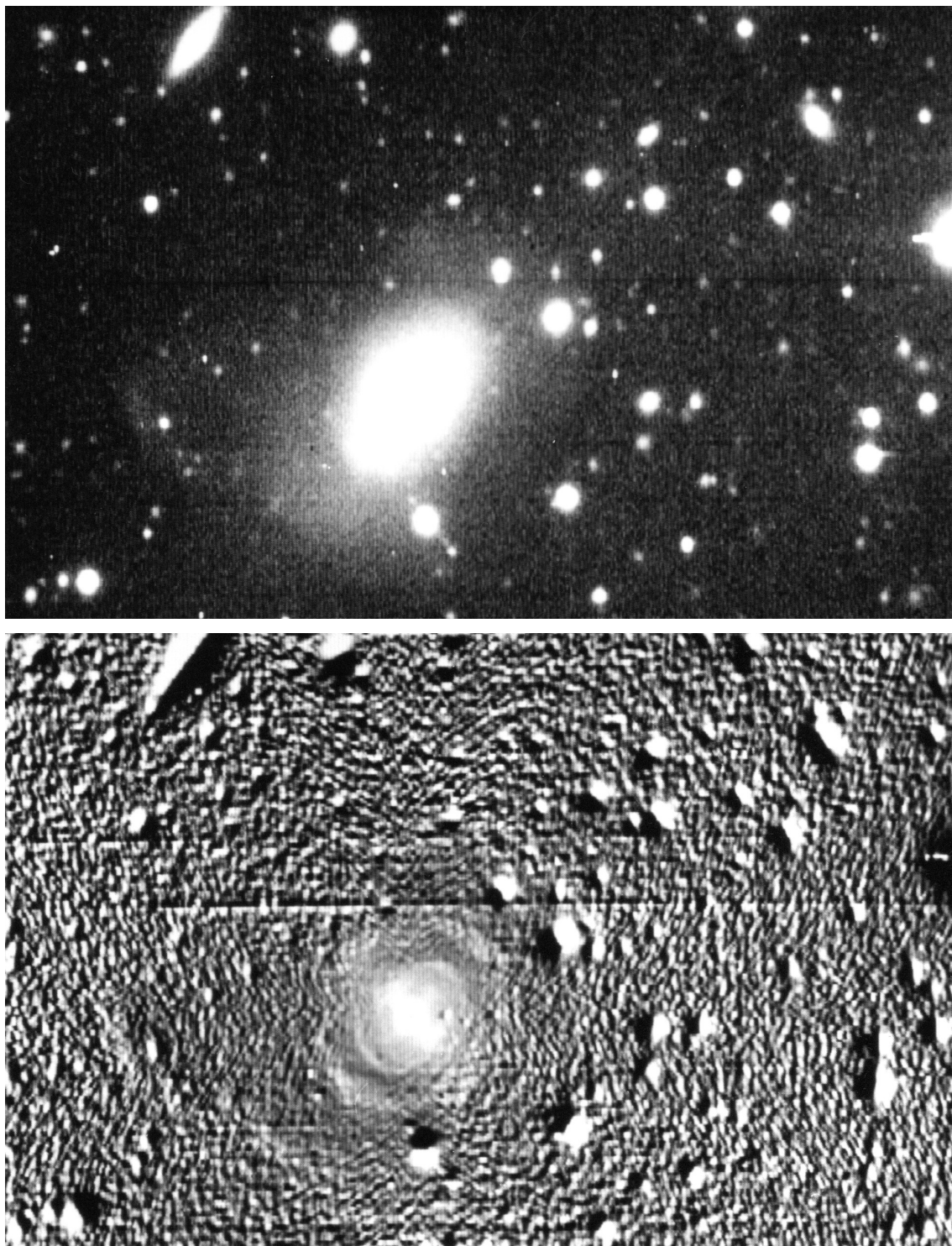


FIG. IV.3 – Clichés CCD de 0540-479 (AAT). En haut, cliché en R non traité. En bas, gradient radial.

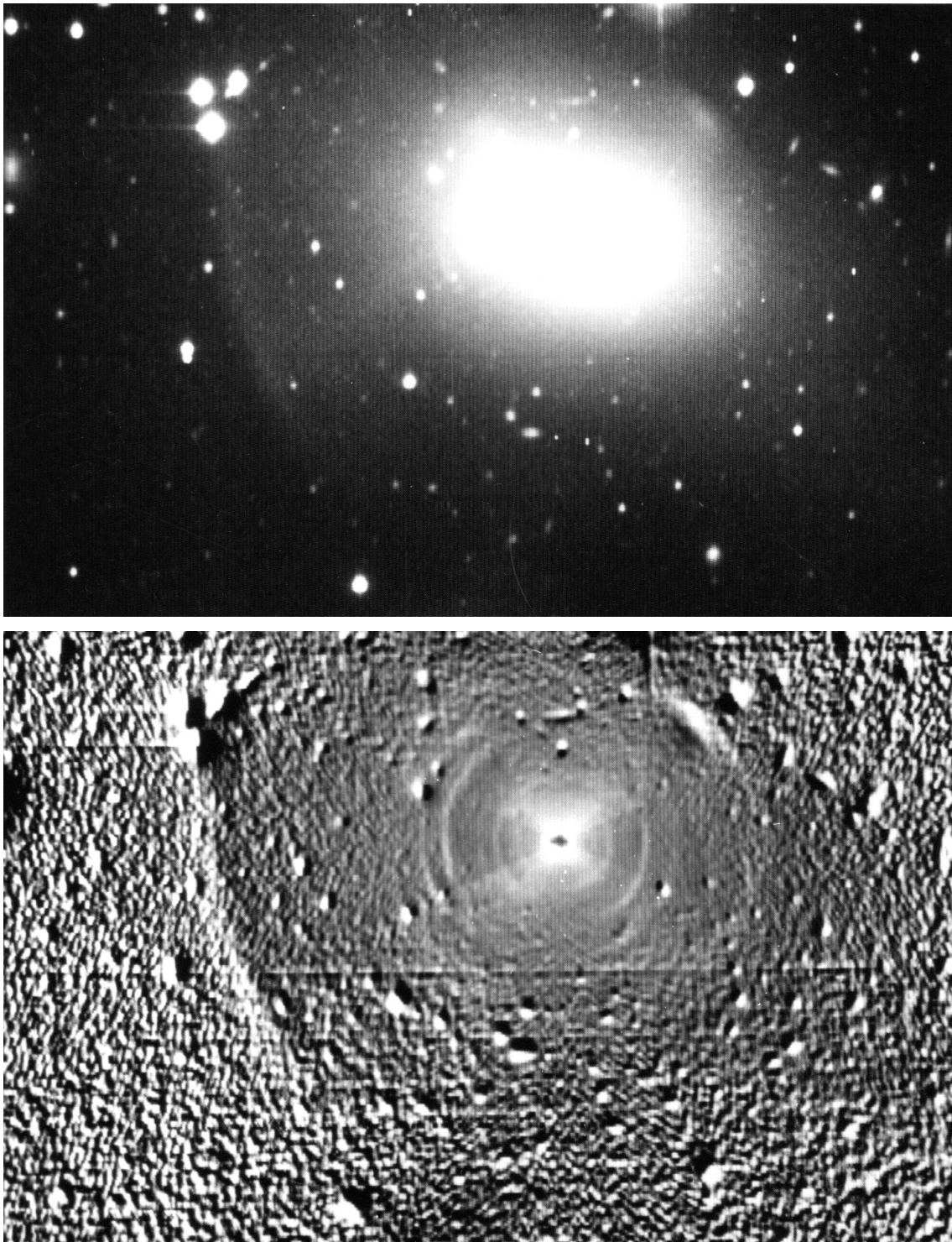


FIG. IV.4 – Clichés CCD de 1252-266 (AAT). En haut, cliché en R non traité. En bas, gradient radial. Noter la coquille externe assez diffuse à gauche, et la portion de coquille très intense en haut à droite.

Conclusion

Lorsque j'ai commencé ce travail, il n'y avait pratiquement pas de publications traitant de la photométrie et de la morphologie des systèmes de coquilles. C'était un sujet neuf où tout était à définir. Ce fut un travail exaltant car il fallait choisir la direction dans laquelle on devait aller et les paramètres physiques que l'on pouvait atteindre. Les éléments de ce choix se sont précisés au cours du travail, pour aboutir à la caractérisation de plus de 120 galaxies à coquilles soit plus des 3/4 des galaxies de ce type connues à ce jour. Cet échantillon a permis une étude statistique assez poussée, et a été complétée par une étude plus approfondie de quelques objets particuliers.

La contribution de cette thèse à notre connaissance des galaxies à coquilles s'appuie donc sur des observations, à la limite des instruments actuels, mais sans lesquelles il était impossible d'avancer plus avant. De ce point de vue, j'ai eu de très grands atouts, puisque j'ai pu bénéficier de la maîtrise des détecteurs qu'avait acquise l'Equipe Imagerie CCD de l'Observatoire de Toulouse, et j'ai eu la chance de pouvoir utiliser les plus grands télescopes modernes (AAT, CFHT, et ESO).

Parmi les modèles théoriques proposés au début des années 1980 pour expliquer la formation des coquilles (qui s'appuyaient sur très peu d'observations), on pouvait distinguer deux grandes classes : origine interne liée à l'activité des galaxies, ou externe par fusion de deux galaxies. D'après certains, les coquilles se seraient formées à partir du gaz intra-galactique comprimé par une onde de choc provoquée par un sursaut d'activité du noyau de la galaxie (origine interne). D'après d'autres, ce seraient des ondes de densité d'étoiles provenant d'une galaxie-compagnon qui aurait été absorbée par la galaxie-hôte (formation par fusion).

Un de nos premiers objectifs était de pouvoir enfin trancher entre les modèles internes et externes puis éventuellement d'affiner l'analyse au sein de la classe restante. Il semble que nous soyons proches de notre but. Notre travail apporte de nombreuses évidences observationnelles en faveur des modèles de fusion et il semble maintenant très difficile de continuer à supporter l'autre classe de modèles. Pour cela il faudrait ajouter de plus en plus d'hypothèses *ad-hoc* difficilement acceptables. Résumons les différentes données observationnelles qui nous ont permis d'aboutir à ces conclusions :

- *L'entrelacement des coquilles* mis en évidence pour la première fois pour NGC 1344 et NGC 3923, est observé pour la plupart des systèmes alignés que nous avons étudiés (5/7). Il s'interprète de façon très naturelle par un enroulement dans le plan de phase prévu par le modèle de fusion (et seulement par un des modèles internes, cf Sect. IV.2). De plus, *la distribution radiale des coquilles, les profils, et l'ouverture angulaire des coquilles sont aussi en accord avec les simulations numériques obtenues par les modèles de fusion*. Par contre, les modèles internes prévoient, pour la plupart, des coquilles qui entourent complètement la galaxie, et ont beaucoup de difficultés à expliquer la formation de systèmes alignés.

- L'existence de certaines coquilles *beaucoup plus rouges* que la population stellaire de la galaxie hôte n'est pas expliquée par les modèles d'origine interne (cf Sect. IV.4). La forte dispersion intrinsèque des indices de couleurs observée pour certains objets, joue dans le même sens et tend à écarter les modèles selon lesquels les étoiles qui constituent les coquilles sont nées simultanément. De la même façon, l'absence de gradients de couleurs réguliers en fonction du rayon est un problème pour les autres modèles d'origine interne où les coquilles se forment les unes à la suite des autres, en commençant par les plus internes. Par contre dans le modèle de fusion, cette dispersion des couleurs s'interprète simplement par la présence d'étoiles d'âge et de métallicité différentes dans le compagnon accréte.

Nous avons mis en évidence des couleurs très différentes le long d'une même coquille, pour plusieurs systèmes (cf Sect. IV.4). Nos simulations ont permis de rendre compte de l'existence de ce gradient de couleur le long de certaines coquilles, lorsque le compagnon absorbé est une galaxie à deux composantes bien marquées (bulbe + disque, par exemple) et que la collision est récente (cf Sect. IV.4).

- L'observation d'un *environnement généralement peu riche en compagnons autour des galaxies à coquilles* semble être un point sombre pour l'origine par fusion (cf Sect. III.6) L'explication la plus plausible est que les coquilles externes sont rapidement détruites par effet de marée dans les groupes ou les amas, et que seules les coquilles les plus internes peuvent survivre. Peut-être aussi pourrait-on montrer que le catalogue de Malin et Carter est biaisé de façon significative par l'examen visuel sur lequel il est basé, et qui favorise la détection des galaxies à coquilles externes ? Un programme intéressant serait d'observer systématiquement les galaxies elliptiques d'amas proches pour y détecter d'éventuelles coquilles internes, tout au moins dans les régions périphériques, là où les vitesses plus lentes sont propices aux fusions. Des simulations pourraient aussi apporter des informations sur la stabilité des coquilles dans un environnement riche en galaxies. Une approche complémentaire pourrait être une étude des probabilités de collisions entre galaxies de champ, dans le cadre de simulations de la formation et de l'évolution des grandes structures de l'univers. Tout porte à croire que les fusions ont dû être très fréquentes dans les premiers âges de l'Univers. Le taux élevé d'observation de galaxies à coquilles (environ 10% pour les galaxies elliptiques) indique que ce mécanisme de fusion a gardé une grande importance jusqu'à des époques relativement récentes (quelques milliards d'années). Une confrontation des observations avec de telles simulations serait donc particulièrement intéressante.
- La présence de *disques de poussière tournant rapidement et de façon découplée* par rapport aux étoiles de la galaxie dans un certain nombre de galaxies à coquilles, parfois dans une situation instable (l'axe de rotation incliné à 45° par rapport au grand axe de la galaxie) ne peut s'interpréter simplement que par une accréation récente d'un compagnon. De même, la découverte très récente au centre de galaxies elliptiques "normales" de *sous-systèmes stellaires découplés dynamiquement du reste de la galaxie*, et tournant à grande vitesse, parfois même à contre-sens du reste de la galaxie (Bender, 1988, Tonry, 1988), est aussi difficilement explicable sans faire intervenir de fusion (cf Sect. III.5).
- Enfin *certaines galaxies à coquilles particulières montrent des signes indiscutables d'une fusion entre deux galaxies*. NGC 7252 par exemple est le siège d'une collision de plein fouet entre deux galaxies dont les noyaux sont encore bien visibles et

s'éloignent l'un de l'autre à des vitesses de l'ordre de 150 km/s. Elle présente de nombreuses coquilles, son profil suit une loi en $r^{1/4}$, et son spectre comporte des signes d'une formation récente d'étoiles qui a vraisemblablement été induite par la collision. Nous avons retrouvé cette dernière propriété pour environ 20% des galaxies à coquilles (cf Sect. III.3).

Les résultats que nous venons d'évoquer, et beaucoup d'autres décrits plus en détail dans cette thèse nous paraissent apporter une réponse pratiquement définitive à la première question que nous nous étions posés : *les coquilles sont bien le résultat d'un processus de fusion entre galaxies*, comme le proposaient Schweizer (1980), et Quinn (1982). Si l'on admet maintenant que les coquilles sont bien le résultat d'une interaction gravitationnelle avec un compagnon, on peut en déduire un certain nombre de contraintes au niveau des modèles de formation par fusion, ainsi qu'un certain nombre d'indications sur les mécanismes de formation et d'évolution des galaxies, et des amas de galaxies :

- *La présence simultanée de coquilles très éloignées et d'autres très proches du centre de la galaxie hôte*, que nous avons observées pour la plupart des systèmes, milite en faveur d'une *destruction progressive du compagnon et de l'importance de la friction dynamique* (cf Sect. IV.2). Le modèle de fusion initialement proposé par Quinn (1984) doit donc être modifié dans le sens proposé par Dupraz et Combes (1987), mais l'étude de la dislocation du compagnon et de la friction dynamique doit être reprise plus rigoureusement à partir de simulations à N-corps (Cf Sect. IV.2).
- Une étude approfondie de NGC 3923, le système le plus riche (avec plus de 20 coquilles), nous a permis d'établir que pour cet objet, les coquilles sont vraisemblablement le résultat d'une *collision radiale avec un compagnon elliptique* de masse environ 1/10 de celle de la galaxie (Prieur, 1988). Après avoir perdu la plus grande partie de ses étoiles lors du premier passage dans les régions centrales, le compagnon s'est ensuite progressivement dépouillé des étoiles restantes, tout en subissant un freinage par friction dynamique, ce qui a entraîné les étoiles résiduelles dans les régions les plus internes de la galaxie.
- Les mesures de la luminosité intégrée des coquilles de quelques galaxies proches (cf Sect. IV.3) montrent que *les coquilles contribuent pour environ 5 - 20% à la luminosité globale de la galaxie*. Si l'on tient compte du fait que d'après tous les modèles proposés, les coquilles sont formées par des étoiles au voisinage de leur apocentre, cela implique qu'une partie importante des étoiles du système de coquilles ne sont pas visibles et sont confondues avec le fond de la galaxie. On peut donc s'attendre à un rapport de luminosité de l'ordre de 10 - 40% entre le compagnon et la galaxie. Les mesures relatives à NGC 3923 ont montré que les coquilles externes ont une luminosité intégrée beaucoup plus grande que les coquilles internes ce qui suggère que la plus grande partie des étoiles du compagnon avaient des énergies élevées et qu'une partie a même dû s'échapper dans le milieu intergalactique et enrichir ainsi ce milieu, comme le montrent les simulations numériques. Un tel processus est vraisemblablement à l'origine de la "mer d'étoiles" que l'on soupçonne exister au centre des amas riches. Cette perte supplémentaire contribuerait ainsi à augmenter notre estimation de la luminosité initiale du compagnon. *On doit donc admettre que des coquilles peuvent être formées lors de la rencontre de deux galaxies de masse comparable* (comme cela était d'ailleurs suggéré par l'exemple de NGC 7252), et non pas seulement lors de rencontres avec un compagnon ne représentant que quelques pourcents de la galaxie centrale, comme

l'indiquaient les simulations de Quinn (1984).

- *La fraction de galaxies elliptiques à coquilles est très élevée : environ 10% pour l'ensemble des galaxies elliptiques* (cf Sect. III.6). Or les simulations numériques ont montré que toutes les collisions entre systèmes ne conduisent pas à la formation de coquilles, et que le taux d'efficacité est assez faible. Ce sont donc des indices montrant que *les interactions gravitationnelles entre galaxies sont un phénomène de grande ampleur* dont on doit tenir compte dans les modèles d'évolution des galaxies.

Si l'on admet une durée de vie de deux à trois milliards d'années pour les systèmes de coquilles, et un taux d'efficacité de 1/3, les galaxies elliptiques ont subi en moyenne 2 à 4 fusions avec un compagnon (dont la masse vaudrait environ 1/20 fois celle de la galaxie centrale). Dans l'approximation d'un potentiel képlérien, la durée de vie des systèmes de coquilles est inversement proportionnelle à la racine carrée de la masse totale. Si l'on suppose qu'il existe de la matière noire à l'intérieur du rayon des coquilles les plus externes (qui peut aller jusqu'à 100 kpc), la durée de vie décroît un peu moins vite, mais décroît tout de même. La présence de halos 50 fois plus massifs que la composante lumineuse impliquerait donc un nombre moyen de fusions de l'ordre de 10-15, ce qui ne semble pas réaliste. Par une étude plus précise et plus complète des coquilles, on devrait pouvoir obtenir *une valeur limite de la masse de matière noire contenue à l'intérieur du rayon des coquilles les plus externes*.

- La présence occasionnelle de coquilles autour de galaxies spirales (cf Sect. III.4) est un argument tendant à prouver les disques sont plus stables qu'on ne l'admet généralement puisqu'ils peuvent survivre à une collision avec un compagnon suffisamment massif pour donner des coquilles visibles.
- Nous avons mis en évidence une *corrélacion entre la morphologie du système de coquilles et l'ellipticité apparente de la galaxie-hôte*. Cette corrélation montre de façon très claire que *la morphologie des coquilles est liée à la géométrie de la galaxie*, ce qui confirme les résultats des simulations de Dupraz et Combes (1986). Les systèmes alignés ne sont visibles comme tels qu'autour des galaxies d'apparence aplatie ($E > 2$), alors que les systèmes "en pétales" sont préférentiellement observés autour de galaxies d'apparence circulaire (cf Sect. III.2).

D'après les simulations, les étoiles formant les coquilles ont un comportement de particules-test, et ne sont sensibles qu'au *potentiel total* de la galaxie, qui comprend éventuellement un halo massif invisible. Si on suppose qu'un halo massif invisible domine le potentiel, les coquilles peuvent alors permettre d'estimer la forme de ce halo. Nous observons un effet de "verrouillage" de l'axe d'alignement des coquilles sur le grand axe de la galaxie jusqu'à plusieurs rayons équivalents (avec pour cas extrême : $10 r_e$ pour NGC 3923) (cf Sect. IV.2), qui suggère une forme aplatie pour le potentiel total, au moins dans les régions internes. Cette corrélation entre la morphologie des coquilles et l'aplatissement apparent de la composante lumineuse implique donc que *le potentiel total des galaxies elliptiques a une forme du même type que celle de la composante visible*, au moins dans les régions centrales. Il nous est malheureusement encore impossible d'être plus précis en ce qui concerne la forme du halo, car les simulations effectuées jusqu'à présent sont, sur ce point, contradictoires (cf discussion en Sect. I.2 sur les simulations de Dupraz et Combes, 1986, et Hernquist et Quinn, 1988). Cependant nous pensons que ce problème devrait être résolu assez rapidement, et l'utilisation de nos résultats devrait conduire à des contraintes sur la forme de ces

halos.

- Nos observations ont montré que *environ 20% des galaxies elliptiques ou lenticulaires à coquilles présentent des indices d’une formation récente d’étoiles dans le noyau* (cf Sect. III.3). C’est un argument qui montre que la fusion entre galaxies est un facteur efficace de formation d’étoiles et de rajeunissement de la population stellaire des galaxies elliptiques et lenticulaires. Certains spectres obtenus pour ces galaxies sont *analogues aux spectres “E+A” découverts par Dressler et Gunn dans les amas lointains*, ce qui suggère une origine de même nature.

Les galaxies à coquilles qui étaient considérées jusque vers la fin des années 1970 comme des objets exotiques et sans grand intérêt se sont révélées être finalement une caractéristique fréquente des galaxies elliptiques et lenticulaires. Notre étude montre de façon quasi-définitive que les coquilles sont bien la “signature” d’un phénomène de fusion passée. La fréquence élevée de galaxies présentant des coquilles porte à penser que la plupart des galaxies elliptiques et lenticulaires ont subi des interactions gravitationnelles avec des galaxies voisines, qui ont souvent conduit à l’absorption de ces galaxies. Une fraction importante de galaxies à coquilles présentent des spectres semblables aux galaxies actives de Butcher-Oemler des amas lointains, qui sont donc peut-être aussi des objets en interaction.

Nos premiers résultats montrent que l’étude des galaxies à coquilles peut donc apporter beaucoup d’informations sur les mécanismes de formation et d’évolution des galaxies, sur les effets de la friction dynamique lors des collisions entre galaxies, et des contraintes sur la masse et la forme des halos de matière invisible. Rappelons que l’existence et la distribution de la matière invisible demeure un des grands problèmes en cosmologie, et un des paramètres-clés de la formation de l’Univers. L’étude des galaxies à coquilles doit donc être poursuivie, car elle peut conduire à une estimation quantitative de précieux paramètres des modèles de formation des galaxies et des grandes structures de l’Univers.

Bibliographie

- Aarseth, S.J., Fall, S.M. 1980, *Astroph. J.*236, 43.
- Abramowitz, M., Stegun, I.A., "Handbook of mathematical functions" 1964, Dover Publications (Inc. New York)
- Arnold, V.I. 1984, "*Catastrophe Theory*", Springer-Verlag, Berlin.
- Arp, H.C. 1966, *Atlas of Peculiar Galaxies* (California Institute of Technology Press)
- Athanassoula, E., Bosma, A. 1985, *Annual Rev. of Astron. & Astroph.*23, 147.
- Bailey, M.E., Mac Donald, J. 1981, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*194, 195.
- Bailey, J., Hough, J., Sparks, W.B., Axon, D.J., 1986, *Nature*322, 150.
- Bender, R., 1988, preprint.
- Bertola, F., 1987, "*Structure and Dynamics of Elliptical Galaxies*", IAU Symp. 127, Princeton, Ed T. de Zeeuw, p 135.
- Bertschinger, E. 1985, *Astroph. J. Suppl.*58, 39.
- Binney, J., 1978, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*183, 501.
- Binney, J., 1982, *Annual Rev. of Astron. & Astroph.*20, 399.
- Binney, J., 1985, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*212, 767.
- Binney, J., de Vaucouleurs, G. 1981, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*194, 679.
- Bosma, A., Smith, R.M., Wellington, K.J., 1985, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*212, 301.
- Bothun, G.D., Dressler, A., 1986, *Astroph. J.*301, 57.
- Bottinelli, L., Gouguenheim, L., Heidmann, J., 1973, *Astron. & Astroph.*25, 451.
- Butcher, H., Oemler, A., 1978, *Astroph. J.*218, 18.
- Capaccioli, M., Fasano, G., Lake, G. 1984, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*209, 317.
- Carter, D., Allen, D.A., Malin, D.F., 1982, *Nature*295, 126.
- Carter, D., Prieur, J.-L., Wilkinson, A., Sparks, W.B., Malin, D.F., 1988, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*235, 813.
- Chandrasekhar, S. 1943, *Astroph. J.*97, 255.
- Couch, W.J., Sharples, R.M., 1987, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*229, 423.
- Davies, R.L., Efstathiou, G., Fall, S.M., Illingworth, G., Shechter, P.L. 1983, *Astroph. J.*266, 41.
- Dettmar, R.J., Heidmann, J., Klein, U., Wielebinski, R., 1984, *Astron. & Astroph.*130, 424.
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H.G., 1976, "Second Reference Catalogue of Bright Galaxies", University of Texas Press, Austin (RC2).
- de Zeeuw, T. 1984 Ph.D. Thesis, Leiden Univ. (The Netherlands).
- de Zeeuw, T., Merrit, D. 1983, *Astroph. J.*267, 571.
- Dressler, A., Gunn, J.E., 1983, *Astroph. J.*270, 7.
- Dupraz, C., 1984, Thèse, Université Paris VII.

- Dupraz, C., Combes, F. 1985, in "New Aspects of Galaxy Photometry" Ed J.-L. Nieto Lectures Notes Phys. (Springer Heidelberg Berlin)
- Dupraz, C., Combes, F. 1986, *Astron. & Astroph.*166, 53.
- Dupraz, C., Combes, F. 1987, *Astron. & Astroph. Letters*185, L1.
- Dupraz, C., Combes, F., Prieur, J.-L. 1987, "Structure and Dynamics of Elliptical Galaxies", IAU Symp. n° 127, p 469, Ed. T. de Zeeuw (Dordrecht Reidel), (appendice 2).
- Ebner, K., Balick, B., 1985, *Astron. J.*90, 183.
- Efstathiou, G., Jones, B.J.T., 1979, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*186, 133.
- Faber, S.M., Jackson, R.E. 1976, *Astroph. J.*204, 668.
- Fabian, A.C., Nulsen, P.E.J., Stewart, G.C. 1980, *Nature*287, 613.
- Ford, H.C., Hui, X., Freeman, K.C., Dopita, M., Meatheringham, S., Ciardullo, R., Jacoby, G., 1988, en preparation.
- Forman, W., Jones, C. and Tucker, W. 1985, *Astroph. J.*293, 102.
- Fort, B., Picat, J.-P., Lours, C., Dupin, J.-P., Tilloles, P., Avitabile, F., Bailleul, G., Prieur, J.-L., 1985, *Advances in Electronics and Electron Physics*, **64A**, 205.
- Fort, B., Prieur, J.-L., Carter, D., Meatheringham, S.J., Vigroux, L. 1986, *Astroph. J.*306, 110 (appendice 2).
- Gallagher, J.S., Faber, S.M., Balick, B., 1975, *Astroph. J.*202, 7.
- Graham, J.A., 1982, *Publ. Astron. Soc. Pacific*94, 244.
- Gunn, J.E., 1977, *Astroph. J.*218, 592.
- Gunn, J.E., Gott, J.R., 1972, *Astroph. J.*176, 1.
- Habe, A., Ikeuchi, S. 1985, *Astroph. J.*289, 540.
- Heckman, T.M., 1987, "Observational Evidence of Activity in Galaxies, Ed E. Ye. Khachikian et al (Reidel), p 421.
- Hernquist, L., Quinn, P.J. 1987a, *Astroph. J.*312, 1.
- Hernquist, L., Quinn, P.J. 1987b, *Astroph. J.*312, 17.
- Hernquist, L., Quinn, P.J. 1988, *Astroph. J. Suppl.*preprint.
- Hills, J.G., Day, C.A. 1976, *Astrophys. Letters*17, 87.
- Huang, S.N., Stewart, P., 1987, *Astron. & Astroph.*174, 13.
- Illingworth, G., 1977, *Astroph. J. Letters*218, 43.
- King, I.R. 1966, *Astron. J.*71, 64.
- King, I.R., Minkowski, R. 1972, "External Galaxies and Quasi Stellar objects", IAU Symp. n° 44, Ed. D.S. Evans (Reidel Dordrecht), p 87.
- Knapp, G.R., Turner, E.L., Cunniffe, P.E., 1985, *Astron. J.*90, 454.
- Kormendy, J. 1977, *Astroph. J.*218, 333.
- Kormendy, J. 1986, in "Nearly normal galaxies : from the Plank time to the present" Ed S.M. Faber (New York : Springer-Verlag) in press.
- Kundt, W., Krause, M., 1985, *Astron. & Astroph.*142, 150.
- Lavery, R.J., Henry, J.P., 1988, preprint.
- Loewenstein, M., Fabian, A.C., Nulsen, P.E.J., 1987, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*229, 129.
- Long, K.S., Van Speybroeck, L. 1983 in "Accretion Driven X-Ray Sources" Ed W. Lewin and E.P.J. Van den Heuvel (Cambridge Univ. Press) p117.
- Longo, G., de Vaucouleurs, A. 1983 in "A General Catalogue of Photoelectric Magnitudes and Colors in the U, B, V system" (University of Texas Press, Austin).
- Lynden-Bell, D. 1967, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*136, 101.
- Malin, D.F. 1977, *A.A.S. Photo-Bulletin*16, 10.

- Malin, D.F. 1978, *Nature*276, 591.
- Malin, D.F. 1981, *A.A.S. Photo-Bulletin*27, 4.
- Malin, D.F., Carter, D. 1980, *Nature*285, 643.
- Malin, D.F., Carter, D. 1983, *Astroph. J.*274, 534.
- Malin, D.F., Quinn, P.J., Graham, J.A., *Astroph. J. Letters*272, 15.
- Mathews, W.G., Baker, J.C., 1971, *Astroph. J.*170, 241.
- Mellier, Y., Soucail, G., Fort, B., Mathez, G., 1987, preprint.
- Michard, R. 1980, *Astron. & Astroph.*91, 122.
- Nieto, J.-L., 1988, “*Extragalactic Astronomy Regional Meeting*”, Cordoba, preprint.
- Palumbo, G.G.C., Tanzella-Nitti, G., Vettolani, G. 1983, *Catalogue of Radial Velocities of Galaxies*, Gordon and Breach.
- Pence, W.D. 1986, *Astroph. J.*310, 597.
- Phillips, M.M., Jenkins, C.R., Dopita, M.A., Sadler, E.M., Binette, L., 1986, *Astron. J.*91, 1062.
- Prieur, J.-L. 1984, Rapport de D.E.A., Université Paul Sabatier, Toulouse.
- Prieur, J.-L. 1987, *The Messenger*49, 12.
- Prieur, J.-L. 1988, *Astroph. J.*326, 596 (appendice 2).
- Quinn, P.J., 1982, Ph.D. Thesis Australian National University.
- Quinn, P.J., 1984, *Astroph. J.*279, 596.
- Quinn, P.J., Goodman, J., 1986, *Astroph. J.*309, 472.
- Richstone, D.O. 1979, *Astroph. J.*234, 825.
- Richstone, D.O. 1980, *Astroph. J.*238, 103.
- Richstone, D.O. 1982, *Astroph. J.*252, 496.
- Roberts, M.S. 1962, *Astron. J.*67, 437.
- Rood, H.J., Page, T.L., Kinter, E.C., King, I.R. 1972, *Astroph. J.*175, 627.
- Sadler, E.M., Gerhard, O.E., 1985, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*214, 177.
- Sandage, A., Freeman, K.C., Stokes, N.R., 1970, *Astroph. J.*160, 831.
- Sandage, A., Tammann, G.A., 1981, “*A Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies*” (Washington : Carnegie Institution of Washington).
- Sandage, A., Binggeli, B., Tammann, G.A., 1985, “*ESO Workshop on the Virgo Cluster*”, Ed. O.-G. Richter and B. Binggeli (Garching : ESO), p 239.
- Schechter, P.L. 1980, *Astron. J.*85, 801.
- Schombert, J.A., Wallin, J.F., 1987, *Astron. J.*94, 300.
- Schwarzschild, M. 1979, *Astroph. J.*232, 236.
- Schweizer, F. 1979, *Astroph. J.*233, 23.
- Schweizer, F. 1980, *Astroph. J.*237, 303.
- Schweizer, F. 1982, *Astroph. J.*252, 455.
- Schweizer, F. 1983, “*Internal Kinematics and Dynamics of Galaxies*” IAU Symp. n° 100, Ed. E. Athanassoula (Dordrecht Reidel), p 319.
- Schweizer, F., Ford, W.K., 1985, in “*New Aspects of Galaxy Photometry*”, Ed J.-L. Nieto Lectures Notes Phys. (Springer Heidelberg Berlin)
- Schweizer, F., Seitzer, P., 1988, preprint.
- Sparke, L.S., Kormendy, J., Spinrad, H., 1980, *Astroph. J.*235, 755.
- Tohline, J.E., Simonson, G.F., Caldwell, N. 1982 *Astroph. J.*252, 92.
- Tohline, J.E., Durisen, R.H., 1982 *Astroph. J.*257, 94.
- Tonry, J.L., 1988, preprint.

- Toomre, A., 1977, in “*The Evolution of Galaxies and Stellar Populations*”, Ed. B.M. Tinsley and R.B. Larson (New-Haven : Yale University Observatory), p 401.
- Trinchieri, G., Fabiano, G. 1985, *Astroph. J.*296, 447.
- Umenura, M., Ikeuchi, S., 1987, *Astroph. J.*319, 601.
- Véron, P., Véron-Cetty, M.P., 1986, *Astron. & Astroph.*161, 145.
- West, R.M., Pedersen, H., Madsen, C., 1987, *The Messenger*50, 24.
- White, S.R. 1982, *Morphology and Dynamics of Galaxies*, Twelfth Advance Course of the Swiss Society of Astronomy and Astrophysics, Ed L. Martinet and M. Mayor (Sauverny : Observatoire de Genève), p 289.
- Whitmore, B.C., Mc Elroy, D.B., Schweizer, F., 1987, *Astroph. J.*314, 439.
- Wilkinson, A., Sparks, W.B., Carter, D., Malin, D.F. 1987, “Structure and Dynamics of Elliptical Galaxies”, IAU Symp. n° 127, Ed. T. de Zeeuw (Dordrecht Reidel), p 465.
- Wilkinson, A., Browne, I.W.A., Kotanyi, C., Christiansen, W.A., Williams, R., Sparks, W.B., 1987a, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*224, 895.
- Wilkinson, A., Browne, I.W.A., Wolstencroft, R.O.E., 1987b, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*228, 933.
- Williams, R.E., and Christiansen, W.A., 1985, *Astroph. J.*291, 80.
- Young, P.J. 1976, *Astron. J.*81, 807.

Annexe A

Partie informatique de ce travail de thèse

Au cours de cette thèse j'ai effectué de nombreux séjours à l'étranger et j'ai eu donc besoin de m'adapter rapidement à des environnements informatiques variés. Les problèmes principaux que j'ai rencontrés pour mon adaptation à un milieu nouveau ont été liés au format des fichiers, et à l'environnement graphique (logiciel et terminaux différents). J'ai eu cependant la chance de rencontrer des ordinateurs de même marque DIGITAL (type PDP configuré en RSX, et VAX en VMS) partout où je suis allé, ce qui a facilité mon adaptation à des environnements différents puisque ces ordinateurs utilisaient un système d'exploitation semblable. Pour des problèmes de messagerie électronique ou d'édition de texte, j'ai dû aussi m'adapter aux systèmes MS/DOS et IBM/VMS mais en tant qu'utilisateur seulement puisque je n'y ai pas développé de programmes.

A.1 Contraintes graphiques

Quand j'ai commencé ma thèse, il n'y avait à Toulouse qu'un PDP 11/34 dont les performances sont à peu près comparables à un micro-ordinateur d'aujourd'hui, avec très peu de programmes adaptés à mes besoins. J'ai dû pratiquement tout écrire, y compris les programmes de tracé de courbes. Mon séjour en Australie m'a permis d'avancer assez rapidement avec une bibliothèque graphique locale, malheureusement très peu documentée, mais permettant par un langage universel d'obtenir des graphiques sur n'importe quel terminal : Tektronix, Versatec, imprimante Laser, etc. Après avoir fait un certain nombre de modifications, j'ai adapté cette librairie à Toulouse ("NEWPLOT")

Lors de mon séjour à Manchester, j'ai utilisé le logiciel graphique MONGO/GKS, qui offre de très grandes possibilités. Malheureusement l'implantation en France du logiciel GKS par la même voie que nos collègues Britanniques s'est avéré être trop onéreuse. Pour pouvoir continuer à envoyer mes programmes à D. Carter (La Palma) et A. Wilkinson (Manchester), j'ai dû m'orienter vers une solution temporaire qui consistait à utiliser le logiciel PGPLOT, moins performant que GKS, mais qui comme lui est indépendant du terminal de sortie, en ce qui concerne l'écriture des programmes. L'implantation du logiciel GKS par la filière "française" est en cours.

A.2 Formats des fichiers utilisés

Les fichiers que j'ai utilisés au cours de cette thèse ont été de plusieurs types : le format "CCD", en réels ou entiers, adopté par l'équipe d'imagerie CCD de l'Observatoire de Toulouse, le format "CDCA" du groupe de Nice de traitement d'images astronomiques (ESRAI), le format "BDF", en réels ou entiers, du logiciel Britannique STARLINK, et le format "DST" du logiciel Anglo-Américain FIGARO, pour les applications spectroscopiques principalement.

Le format "CCD" est en accès direct, chaque enregistrement ayant la longueur d'une ligne de l'image. Le premier enregistrement étant une ligne de commentaires : identification (CHARACTER*80), suivi par le nombre de lignes et le nombre de pixels par lignes (INTEGER*2), ce qui implique que ce format ne peut admettre des images dont la ligne ferait moins de 84 pixels.

Le format "CDCA" est aussi un format en accès direct mais chaque enregistrement a une longueur fixe de 64 (CDCA 64) ou 256 (CDCA 256) éléments, ce qui alourdit un peu la procédure de lecture. Il a été développé à Nice pour des ordinateurs de type PDP. Dans la version utilisée à Toulouse il n'admet que des images en entier (INTEGER*2). Comme le format CCD il ne permet pas d'exploiter les possibilités de mémoire virtuelle du VAX.

Les autres formats de type "BDF" de STARLINK, "DST" de FIGARO (comme le "BDF" de MIDAS) permettent eux d'utiliser cette facilité ce qui accélère considérablement les accès en lecture et écriture. Il faut noter cependant que la plupart de ces nouveaux formats n'admettent que des images en réels (mis à part STARLINK) ce qui pose des problèmes de stockage, notamment à Toulouse où les capacités des disques disponibles sont très limitées.

Il était essentiel pour mon travail de pouvoir travailler avec tous ces formats. Les programmes que j'ai écrits admettent donc indifféremment des images de plusieurs formats. Toutes les entrées-sorties passent par des sous-routines communes qui gèrent ces possibilités. Pour pouvoir utiliser un nouveau type de format il suffit donc d'inclure un nouveau module dans ces sous-routines d'entrée-sortie, sans avoir à modifier les programmes eux-mêmes.

Nota 1 : La solution qui consiste à copier les images en FITS est une solution de transfert entre ordinateurs par bande magnétique (assez lourde d'ailleurs qu'il vaut mieux éviter quand on travaille avec des ordinateurs VAX aux deux extrémités) et ne résout rien en ce qui concerne les formats des fichiers au niveau du disque, car lors de la lecture de la bande il faut choisir le format de ces fichiers, ce qui pour les logiciels "classiques" détermine alors de manière exclusive l'environnement dans lequel on peut travailler : MIDAS, STARLINK, FIGARO, etc.

Nota 2 : L'accès aux fichiers "BDF" du logiciel STARLINK nécessite normalement de passer dans l'environnement STARLINK avec lecture d'un fichier de connection pour chaque programme d'application, ce qui est assez lourd. J'ai modifié en profondeur les modules d'accès à ces fichiers de manière à ce que l'on puisse indifféremment utiliser mes programmes en appel normal ('RUN nom-du-programme') ou dans l'environnement STARLINK ('RUNSTAR nom-du-programme/paramètres/options') ce que voulaient mes collaborateurs australiens et britanniques.

A.3 Description des programmes

Décrivons brièvement une partie des programmes mis au point au cours de cette thèse. Ils sont classés ci-après selon 6 thèmes : “traitement d’images”, “traitement des fichiers à une dimension”, “modélisation”, “transfert et accès à différents formats”, “graphique” et “divers”.

1 - Traitement d’images

ARCSMOOTH : Opérations le long de directions radiales de calcul de gradients, de laplaciens, ou de lissage.

ARITHM : Arithmétique sur les images.

ARITHM-DYN : Arithmétique sur les images (avec allocation dynamique de mémoire)

BACKGROUND : Calcul du fond du ciel d’une image par ajustement d’un polynôme.

CALIBPDS2 : Transformation d’une image de densité en intensité à partir des coefficients calculés par CALIBPDS1.

CCDCLEAN : Prétraitement des images CCD (offset, flat-fields, correction de mauvaises colonnes, etc).

CENTROID1 : Calcul rapide des positions des étoiles d’une image.

CHECKFILE : Opérations diverses sur les images (visualisation de lignes, colonnes, générations d’images plus petites ou plus grandes, etc).

CIRC-PHOTOM : Photométrie dans des ouvertures circulaires à partir d’une image visualisée sur Grinnel.

COMPRES : Compression d’une image par un facteur 2 (avec allocation dynamique de mémoire).

COMPRESS : Compression d’une image par un facteur 2.

FFIELD : Calcul d’un flat field moyen à partir de plusieurs images. Elimination automatique des défauts et des traînées d’étoiles.

FITELLI : Détermination de contours et ajustement d’ellipses. Possibilité d’utilisation interactive. Elimination des points aberrants. Décomposition en termes de Fourier.

FITOU : Détermination de contours et ajustement d’ellipses. Entrée des points sur Tektronix par l’utilisateur.

GRADIENT1 : Calcul du gradient du logarithme d’une image.

MASK : Opérations avec un masque circulaire pour les images CCD du T2M du Pic du Midi.

MEDIAN1 : Filtrage d’une image par la médiane (utilise la bibliothèque mathématique NAG).

MINIMIZE : Minimisation d’une loi en $r^{1/4}$ sur toute l’image.

MORPHOLOGY : Opérations de morphologie mathématique : érosion, dilatation, fermeture, ouverture, et filtre de la médiane.

MOSAIC : Compositage d’images décalées par SHIFT1 pour obtenir une mosaïque.

OPEREL : Opérations arithmétiques sur les fichiers CCD réels, calculs d’histogrammes, visualisation de lignes et de colonnes, etc.

OPERI : Opérations arithmétiques sur les fichiers CCD entiers, calculs d’histogrammes, visualisation de lignes et de colonnes, etc.

PATCH1 : Elimine les étoiles en mode batch par interpolation dans une couronne circulaire et ajoute un bruit gaussien.

PLAGAL : Soustraction d’un modèle elliptique de galaxie pour la photométrie des coquilles : loi en $r^{1/4}$, ajustement d’un polynôme en Log/Log, ou profil entré par l’utilisateur.

PLAGAL-BATCH : Identique à PLAGAL, mais lecture directe des paramètres des ellipses dans l'en-tête du profil d'entrée.

PROFILE1 : Calcul de profils le long de couronnes elliptiques. Elimination des étoiles et des défauts au-delà de 3σ . Possibilité de calcul dans des secteurs. Profil moyen ou médian. Créé sur demande le masque contenant les points rejetés dans ce calcul.

RADIAL-TANGENTIAL : Calcule un gradient dans la direction radiale ou un lissage dans la direction tangentielle avec une matrice 5×5 .

REMSTAR : Utilisé après PROFILE1 pour la soustraction automatique des étoiles et des défauts dans une image contenant une galaxie brillante. Utilise le masque créé par PROFILE1, et crée une liste de positions et de diamètres des taches à enlever par PATCH1.

RESAMPLE1 : Rééchantillonnage d'une image. Possibilité de translation, rotation, agrandissement, etc. Différentes méthodes d'interpolation sont possibles.

SHIFT : Décalage d'une image. Possibilité de stocker le résultat dans une image plus grande et de réaliser une mosaïque avec MOSAIC.

SMOOTH1 : Lissage d'une image avec différentes matrices : gaussienne, "chapeau haut de forme", matrice entrée par l'utilisateur. Possibilité de masque flou.

STARFIT1 : Ajustement d'un profil gaussien à un ensemble d'étoiles.

XYFIT1 : Calcul des coefficients de la transformation pour superposer deux images. Les coefficients peuvent être directement utilisés par RESAMPLE1.

2 - Traitement de fichiers à une dimension (listes, profils)

CALIBPDS1 : Calcule la courbe de calibration d'une image PDS en densité lorsqu'un profil calibré d'un objet de l'image PDS est disponible. Ajustement interactif d'un polynôme à cette courbe. La transformation de l'image en intensité est ensuite possible directement en utilisant CALIBPDS2.

DEVAUC : Ajustement d'une loi en $r^{1/4}$ à un profil créé par PROFILE1. Utilise la bibliothèque NAG. Visualisation de l'ajustement et des résidus.

HUBBLE : Ajustement d'une loi de Hubble à un profil créé par PROFILE1. Utilise la bibliothèque NAG. Elargit le profil calculé pour tenir compte des effets du seeing par transformée de Hankel d'une PSF gaussienne. Visualisation de l'ajustement et des résidus.

INTMAGNI : Calcule la magnitude intégrée d'une galaxie dont un profil a été calculé par PROFILE1.

KING1 : Ajustement d'un modèle de King (1966) à un profil créé par PROFILE1. Utilise la bibliothèque NAG pour la résolution numérique de l'équation différentielle. Elargit le profil calculé pour tenir compte des effets du seeing par transformée de Hankel d'une PSF gaussienne. Visualisation de l'ajustement et des résidus.

POLY : Ajustement d'un polynôme à une liste de points x,y. Polynôme de Chebycheff, ou normal. Possibilité d'ajustement dans un plan Log/Log. Visualisation de l'ajustement.

PROFMINI : Calcul d'un profil minimal à partir de 12 profils calculés dans des secteurs jointifs (Option possible dans PROFILE1). Ce profil peut être utilisé ensuite pour soustraire la galaxie et procéder à la photométrie des coquilles.

SHELL : Traitement de profils de coquilles calculés par PROFILE1. Soustraction d'un fond par ajustement d'un polynôme, calcul de la luminosité totale, ajustement de modèles en tenant compte du seeing, etc.

SHELL-INT : Traitement des données photométriques des coquilles produites par SHELL. Calcule les magnitudes intégrées, de surface et les indices de couleurs avec leur erreurs.

SHELL-PROC : Traitement des données géométriques des coquilles produites par EFIT6. Visualisation des coquilles, dont diagramme en coordonnées polaires, et création d'un tableau des résultats directement compatible avec le traitement de texte LATEX.

ZEROPOINT : Calcule le point zéro des magnitudes à partir d'un profil d'une galaxie et une série de données photo-électriques du catalogue de Longo et de Vaucouleurs, par exemple.

3 - Modélisation

DVHALO-QUINN : Programme utilisé pour le calcul des positions radiales des coquilles dans le modèle de Quinn. Il crée un tableau de périodes en fonction de la distance apocentrique des particules dans un potentiel constitué d'une composante correspondant à une loi en $r^{1/4}$, et un halo isotherme. Ce tableau est ensuite utilisé par SHELLS-QUINN.

EFIT6 : Ajustement d'un arc d'ellipse à une liste de points correspondant au bord externe des coquilles. Cette liste peut être indifféremment obtenue en visualisant sur Grinnel (programme GRINNEL), ou ARGS (programme XYCURA1).

EVOLVE-CLUSTER : Programme utilisé pour les simulations de formation de coquilles. Calcule l'évolution des particules dont les conditions initiales ont été calculées par SETUP-CLUSTER.

MASS-HUBBLE : Calcule la masse et la luminosité à l'intérieur d'un certain rayon d'une galaxie décrite par un modèle de Hubble.

PERIOD : Calcule les périodes d'étoiles effectuant des orbites pendulaires dans un potentiel de King, ou Képlérien.

POTEN1-3D : Calcule le potentiel et la densité d'un modèle de Schwarzschild en trois dimensions d'une galaxie elliptique triaxiale.

POTEN2 : Calcule les coupes dans un plan du potentiel et de la densité de différents modèles de galaxies elliptiques biaxiales (allongées ou aplaties) ou triaxiales. Modèles de Schwarzschild, Richstone, King, potentiel en loi de puissance, etc.

SETUP-CLUSTER : Calcul des conditions initiales des simulations de formation de coquilles. Le modèle évolue ensuite dans le temps avec EVOLVE-CLUSTER.

SHELLS-QUINN : Calcule les positions radiales des coquilles dans le modèle de Quinn à partir du tableau des périodes calculé par DVHALO-QUINN.

4 - Transfert, accès à différents formats

BDF-PRO : Conversion d'un spectre en format BDF STARLINK en une liste en accès séquentiel.

CONVERT-FORMAT : Conversion du format des images. Fichiers CCD accès direct réels ou entiers, BDF STARLINK réels ou entiers, MIDAS, et CDCA 256 ou 64 (CDCA en entrée seulement).

GENE-XY : Génération d'une liste XY en format EDRS (STARLINK).

LECFITS : Lecture d'une bande FITS, et sortie des images en format CCD entier.

MODIF-HEADER : Modification de l'en-tête des fichiers CCD.

READ-MEUDON : Lecture d'une bande écrite à Meudon avec l'IBM. Commande de la bande par MTACCESS.

STRUCBA1 : Lecture des fichiers sur une bande écrite par la caméra CCD du T2M du Pic du Midi.

5 - Graphique

ARGS-ELLIPSE : Génération d'arcs d'ellipse sur ARGS (pour les superposer aux coquilles).

DRAW-MEUDON : Programme pour visualiser les simulations envoyées par Dupraz et Combes de Meudon, lues avec READ-MEUDON.

ELPLOT-MAIN : Visualisation des fichiers graphiques créés par FITELLI (détermination des contours et ajustement d'ellipses).

GRINNEL : Programme de visualisation sur GRINNEL et traitement interactif des images.

GRI-ELLI : Visualisation d'arcs d'ellipses sur GRINNEL (pour les superposer aux coquilles).

HISTO : Génération d'histogrammes à partir des lignes d'un fichier à deux dimensions.

PHOTO-EVE : Procédure de commande qui produit des copies en tons de gris d'une image sur Versatec à partir du programme IMGVER du logiciel EVE. Cette procédure permet d'accepter toutes sortes de format en entrée, en les convertissant en format MIDAS.

PHOTO-LASER : Génération de copies en tons de gris d'une image sur un terminal Laser. Utilise le logiciel graphique GKS (non encore installé à Toulouse).

PHOTO-VERSA : Génération de copies en tons de gris d'une image sur Versatec à partir du logiciel graphique PGPLOT (assez long en temps de calcul, il vaut mieux utiliser PHOTO-EVE).

PLOT1 : Visualisation de courbes multiples x,y après d'éventuelles transformations. Possibilité de tracé de barres d'erreur. Logiciels graphiques accessibles par l'utilisateur : NEWPLOT, STROMLO, GKS, PGPLOT.

PLOT-FIGARO : Visualisation de spectres provenant de l'AAT en format FIGARO.

SHELLS-PLOT-QUINN : Visualisation des résultats du programme SHELLS-QUINN de calcul de la distribution radiale des coquilles, et comparaison avec les courbes observées.

SIMU-PLOT : Visualisation des résultats des simulations de formation de coquilles : orbites, projections dans le plan direct, dans le plan de phase, histogrammes, etc.

XYCURA1 : Programme de pointés sur ARGS pour la détermination des contours des coquilles.

6 - Divers

ABSOR : Calcul de la masse d'air pour une observation, et précession des coordonnées.

CALCUL : Fonction calculateur de poche.

CALIB : Calibration photométrique des images à partir d'un fichier contenant les luminosités intégrées des étoiles standards. Correction de l'absorption atmosphérique.

COORD-SCHMIDT : Calcul approximatif des coordonnées d'un objet lorsqu'on mesure sa position en cm sur une plaque de Schmidt. Utilisé pour dégrossir le travail de CHART, qui visualise les étoiles SAO pour un champ donné. Ce programme doit être utilisé avec précaution lorsqu'on se rapproche du pôle, car les erreurs peuvent être très grandes...

FILTRE : Programme pour composer des filtres, calculer le taux de réjection, la bande passante, etc.

HELP-JLP : Programme d'aide "on line" pour utiliser les programmes de cette liste.

PRECESSION : Calcul de la précession.

READ-CATALOG : Programme de lecture du catalogue SHELL.CAT contenant un ensemble de données sur les galaxies à coquilles étudiées dans le programme d'étude statistique. Il permet la recherche d'objets selon des mots-clés, la création de tableaux de corrélation entre divers paramètres, etc.

READ-FIT : Lecture des fichiers *.PAR des résultats produits par FITELLI (qui ajuste des ellipses aux isophotes d'une image), et d'autres catalogues qui sont basés sur le même format. Visualisation d'une liste en fonction d'une autre, des barres d'erreur, sortie de fichiers directement compatibles avec le traitement de texte LATEX, etc.

Annexe B

Articles rédigés pendant cette thèse

- “Surface photometry of shell galaxies : NGC 2865, NGC 3923, and NGC 5018”, Fort, B., Prieur, J.-L., Carter, D., Meatheringham, S.J., Vigroux, L., 1986, *Astrophysical Journal* **306**, 110
- “Shells around tumbling bars - Mass distribution around NGC 3923”, Dupraz, C., Combes, F., Prieur, J.-L., 1987, “*Structure and Dynamics of Elliptical galaxies*”, IAU Symp. n° 127, p 469, Ed T. De Zeeuw (Dortrecht Reidel).
- “The shell system around NGC 3923 and its implications for the potential of the galaxy”, Prieur, J.-L., 1988, *Astrophysical Journal* **326**, 596
- “Spectra of shell ellipticals : redshifts, velocity dispersion, evidence for recent star formation”, Carter, D., Prieur, J.-L., Wilkinson, A., Sparks, W.B., Malin, D.F., 1988, soumis à *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.